

UNIVERSIDADE DE SÃO PAULO

Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas

Departamento de Astronomia

Programa de Mestrado Profissional em Ensino de Astronomia

Tasso Augusto Jatobá Napoleão

**Astrofísica Estelar para o Ensino Médio: Uma abordagem
empírica baseada na observação visual das estrelas variáveis**

São Paulo

2018

Tasso Augusto Jatobá Napoleão

Astrofísica Estelar para o Ensino Médio: Uma abordagem empírica baseada na observação visual das estrelas variáveis

Dissertação apresentada ao Departamento de Astronomia do Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da Universidade de São Paulo como requisito para obtenção do título de Mestre em Ensino.

Área de concentração: Ensino de Astronomia.

Linha de pesquisa: Astronomia na Educação Básica.

Orientador: Prof. Dr. Roberto Dell'Aglio Dias da Costa.

São Paulo

2018

Este trabalho é dedicado ao futuro: aos meus netinhos Clarisse (Lali) e Ulisses (Uli).
Qualquer que seja o ofício que eles abracem em suas vidas, que o façam com paixão,
competência, curiosidade e ética. E que jamais abandonem seus sonhos.

*I believe a leaf of grass is no less
than the journeywork of the stars.*

Walt Whitman

AGRADECIMENTOS

Meu primeiro reconhecimento é dirigido a todos aqueles que, de alguma forma, me ensinaram Astronomia, em teoria ou prática, ao longo da vida. O interesse pelo céu me veio muito cedo – mais precisamente, ao observar o eclipse lunar total de 19 de janeiro de 1954, poucos dias após completar cinco anos – e nunca mais me deixou. Ninguém precisou me incentivar a aprender Astronomia: para mim isso era (e ainda é) tão natural como respirar ou me alimentar. Mas com quem aquele menino poderia satisfazer a sua necessidade de entender o Universo? Tive sorte. Foi nessa época longínqua que tive meu primeiro “professor de Astronomia”: um ilustre vizinho da rua Arthur Araripe, no Rio de Janeiro. O nome daquele senhor, então na casa dos sessenta anos de idade, era Julio Cesar de Mello e Souza. Era um brilhante professor de matemática, pedagogo e educador famoso; escreveu mais de cem livros, publicados sob seu nome ou sob o pseudônimo pelo qual se tornou mais conhecido: Malba Tahan. Homem imensamente culto, o Prof. Mello e Souza era também engenheiro e conhecia bem Astronomia: imagino hoje a enorme paciência que deve ter tido para aturar a curiosidade impertinente do pirralho que ia visitá-lo para fazer perguntas e mais perguntas. Foi com Malba Tahan que aprendi a entender e usar os primeiros mapas celestes e a reconhecer as constelações que naquela época ainda eram visíveis com facilidade, no céu então escuro do Rio. Poucos anos depois, me mudaria para São Paulo (já levando meu primeiro telescópio e praticando observações de forma regular) e infelizmente nunca mais o vi em vida – mas até hoje é a primeira pessoa que me vem à mente quando penso em agradecer a todos aqueles com os quais aprendi¹.

Após a graduação em Engenharia Química na USP e o mestrado em Administração na FGV, optei pela carreira profissional de executivo na iniciativa privada, porém sempre mantendo o vínculo com a Astronomia como atividade paralela não-remunerada (ou, como muitas vezes se diz, “amadora”). Para aperfeiçoar minha base teórica sem ficar confinado ao autodidatismo, decidi cursar gradualmente à noite (considerando minhas limitações de tempo e sem a preocupação da titulação) todas as disciplinas de Astronomia então oferecidas pelo IAG aos alunos de graduação do Instituto de Física e de outras unidades da USP. Quando foi viável, cursei também (como aluno especial) algumas cadeiras do programa de pós-graduação em Astronomia. Minha intenção era complementar minha prática observacional com o conhecimento teórico indispensável para analisar e interpretar corretamente os resultados. A um prazo mais longo, meu objetivo era também me preparar para o envolvimento em projetos de pesquisa compartilhada entre profissionais e amadores (colaboração essa que é estimulada pela União Astronômica Internacional). Todo esse processo durou muitos anos. Em todo

¹ Eventuais interessados em conhecer mais sobre a vida e a obra do Prof. Julio Cesar de Mello e Souza, bem como de Malba Tahan, são convidados a acessar o website <<http://www.malbatahan.com.br/>>. Acesso em 02 de dezembro de 2017. Em particular, recomendamos a leitura de sua obra-prima: “O homem que calculava”, que já conta com mais de 80 edições desde a primeira, publicada em 1937.

esse longo período, tive o privilégio de aprender com excelentes professores no IAG. A todos eles, gostaria de externar aqui meu agradecimento especial pela maneira gentil e atenciosa com que sempre fui tratado, pelos ensinamentos, discussões e orientações que recebi e se tornaram o fundamento para tudo aquilo que pude realizar a seguir em Astronomia – inclusive o presente trabalho. Entre eles, Antonio Mario Magalhães, Augusto Damineli, Beatriz Barbuy, Enos Picazzio, Jane Gregório-Hetem, João Steiner, Laerte Sodré, Oscar Matsuura, Ramachrisna Teixeira, Roberto Boczko, Silvia Rossi, Sueli Viegas, Vera Jatenco-Pereira e Zulema Abraham.

Paralelamente, minha própria proficiência observacional se enriquecia mediante a troca de experiências, ideias e projetos com uma infinidade de colegas – astrônomos amadores – brasileiros e do exterior ao longo de décadas. Com as escusas aos amigos que as inevitáveis falhas de memória inadvertidamente não me permitirão mencionar, gostaria de agradecer aqui a Adriano Silva Barros, Antonio Padilla Filho, Alexandre Amorim, Avelino Alves, Carlos Colesanti, Claudio Brasil, Cristóvão Jacques, Eduardo Pimentel, Edvaldo Trevisan, Frederico Funari, Hélio Vital, Jaime Rubén Garcia, Janet Mattei, Jean Nicolini, José Carlos Diniz, Paulo Cacella, Paulo Holvorcem, Pedro Ré e Rogério Marcon – assim como a todos os membros da Rede de Astronomia Observacional (REA), da qual fomos cofundadores em 1988. Seja na prática de fotometria (visual ou com câmeras CCD) de estrelas variáveis, seja na busca automatizada de supernovas extragalácticas, seja na espectroscopia estelar ou em várias outras áreas da pesquisa amadora das quais tenhamos participado, aprendi muito com todos esses amigos. Afinal, sempre fui essencialmente um observador – e é essa experiência que procuro agora partilhar através da elaboração da presente monografia.

O honroso convite que recebi em 2009 para ser o representante dos astrônomos amadores brasileiros no Comitê Organizador oficial do Ano Internacional da Astronomia para o Brasil (sob a liderança de Augusto Damineli) me ajudou a estabelecer firmes relações com a maior parte dos clubes e associações amadoras do país. A todas elas vai também meu agradecimento pelo apoio, incentivo e colaboração.

Já na área do ensino não-formal de Astronomia, na qual atuo desde 2005 preparando, desenvolvendo e ministrando cursos sequenciais com duração de um semestre cada, todos abertos ao público em geral e tendo como objetivo a formação teórico-prática de novos astrônomos amadores, a parceria tem sido com o Clube de Astronomia de São Paulo (CASP) e com o próprio IAG, que cede suas dependências aos sábados para a realização dos mesmos. Quatro foram os cursos que desenvolvemos: Fundamentos de Astrofísica Estelar, Estrutura e Evolução Estelar, Técnicas de Observação I e Técnicas de Observação II. Voltaremos a falar sobre eles na Introdução. Meus agradecimentos aqui são para toda a equipe do CASP que tem colaborado para a boa realização dos cursos, tanto na organização quanto como instrutores; para o IAG, pela gentileza da cessão

dos espaços para que todos nós possamos devolver ao público uma fração daquilo que ele nos concede tão generosamente; e, ainda, para nossos alunos, que nos ensinam a ensinar e que nos permitem partilhar os modestos conhecimentos que acumulamos.

Para o planejamento e a preparação desta monografia, foi extremamente proveitosa a interação com a equipe de docentes e de colegas do MPEA. Nesse sentido, agradeço muito a Amâncio Friaça, Claudemir Tossato, Elysandra Cypriano, Enos Picazzio, Jane Gregório-Hetem, Jorge Horvath, José Ademir Sales de Lima e Nelson Vani Leister.

Um agradecimento à parte é dirigido ao meu orientador Roberto Dias da Costa, pela precisão notável de suas colocações e comentários, pela generosidade do tempo que me foi destinado, pela amizade, bom humor e pelas discussões sempre estimulantes, enriquecedoras e prazerosas. Foi sem dúvida para mim um privilégio e uma honra ter sido orientado por ele.

À querida amiga e revisora Maria da Anunciação (Ção) Rodrigues, minha gratidão por seu incansável trabalho com meus textos e pelos puxões de orelha ao perceber minha obstinação em não me submeter a certas regras da última reforma ortográfica.

E, por fim, a todos os meus amigos e à minha família – em especial a Lilian, Stella e Thomaz – pelo incentivo, amor e compreensão por todos os momentos em que estive absorto ou distante para me dedicar a este trabalho.

NAPOLEÃO, T.A.J. *Astrofísica Estelar para o Ensino Médio: Uma abordagem empírica baseada na observação visual das estrelas variáveis*. 2018. Dissertação (Mestrado Profissional em Ensino de Astronomia). Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da Universidade de São Paulo.

RESUMO

Este trabalho tem como objetivo o ensino dos fundamentos da Astrofísica Estelar moderna a alunos do Ensino Médio através de uma abordagem empírica que usa como ferramentas principais da metodologia a observação, o registro, a análise e a interpretação das mudanças de brilho das estrelas variáveis ao longo do tempo. Mediante técnicas simples (fotometria visual) para a estimativa dos valores dos brilhos aparentes (magnitudes) dessas estrelas no decorrer de vários meses, o aluno coleta seus próprios dados observacionais. Em seguida, esses dados serão colocados em gráficos (curvas de luz), cuja análise permitirá a medida de seus períodos e amplitudes de variação, bem como a determinação de uma série de parâmetros que caracterizam as propriedades físicas das estrelas. O estudo é conduzido de uma forma que permite apresentar aos alunos vários dos grandes temas da Astrofísica contemporânea sem que eles percam o vínculo sensorial com a observação direta dos fenômenos celestes, seja com auxílio de instrumental modesto (binóculos ou pequenos telescópios), seja até mesmo a olho nu. O produto final de nosso trabalho é um Guia de Estudos intitulado “Astrofísica Estelar para o Ensino Médio”, em doze capítulos e mais de trezentas páginas, que está incluído em sua íntegra nesta monografia. O Guia foi desenvolvido tendo como alvos principais os alunos e professores do Ensino Médio formal. Não obstante, ele pode ser também utilizado por qualquer pessoa que tenha interesse no assunto e que possua os conceitos necessários de Matemática e Física do Ensino Médio; ou ainda em cursos do ensino não-formal que sejam ministrados, por exemplo, por planetários, museus de ciência e astrônomos amadores (situação essa testada com ótimos resultados pelo autor). Por fim, vale mencionar que, neste tipo de aprendizado (conhecido como “*research-based education*”, que poderíamos traduzir livremente como “aprendizado vinculado à pesquisa”), utilizamos intensivamente diversos recursos tecnológicos disponibilizados gratuitamente na internet pelas grandes entidades internacionais que se dedicam à pesquisa e ao estudo das estrelas variáveis – tais como softwares específicos, bancos de dados, simulações e cartas para a estimativa das magnitudes. O uso dessa metodologia vinculada à pesquisa, em nossa experiência, se constitui em um fator valioso para desenvolver nos alunos a criatividade, o raciocínio crítico, a familiarização com o método científico e as habilidades para a pesquisa.

Palavras-chave: Estrelas variáveis. Magnitudes. Períodos e amplitudes de variação. Curvas de luz. Fotometria visual. Astrofísica estelar. Aprendizado vinculado à pesquisa.

ABSTRACT

This work aims at teaching the fundamental aspects of Stellar Astrophysics to high school students through an empirical approach which uses variable stars' observations, data collection, and the analysis and interpretation of brightness changes as key methodological tools. By using some simple techniques (visual photometry) to estimate the values of apparent brightness (magnitudes) of these stars over several months, the student collects his/her own observational data. Subsequently, that data will be plotted in graphs (light curves), whose analysis will in turn allow the determination of its periods and amplitudes of variation, as well as of a series of physical parameters that characterize the physical properties of the stars. The whole study is conducted in a way that shows students several of the major themes of contemporary Astrophysics without losing their sensory link with the direct observation of celestial phenomena - whether with the aid of modest instruments (binoculars or small telescopes) or even naked eye. The final product of our work is a Study Guide called "Stellar Astrophysics for High School" in twelve chapters and more than three hundred pages, which is included in their entirety in this monograph. The Guide was developed with the main targets being students and teachers of the formal high school level. Nevertheless, it can also be used by anyone who has an interest in the subject and who possesses the required concepts of high school Mathematics and Physics; or even in non-formal teaching courses that are taught, for example, by planetariums, science museums and amateur astronomers (a situation that has been tested with great results by the author). Last but not least, it is worth mentioning that in this type of learning (known as "research-based education") we intensively use various technological resources freely available on the internet from the great international entities that are dedicated to the research and study of variable stars – such as specific softwares, databases, simulations and charts for estimating magnitudes. The use of research-based education, in our experience, is a valuable tool to foster and develop students' creativity, critical thinking, and the familiarization with the scientific method and research skills.

Keywords: Variable stars. Magnitudes. Periods and amplitudes. Light curves. Visual photometry. Stellar Astrophysics. Research-based education.

SUMÁRIO

1	INTRODUÇÃO.....	19
2	PANORAMA DO ENSINO MODERNO DE ASTRONOMIA.....	23
2.1	Ensino moderno de Astronomia no mundo.....	23
2.1.1	Diretrizes para o ensino de Astronomia.....	23
2.1.2.	Da década de 1970 aos dias atuais.....	25
2.2	Ensino básico de Astronomia no Brasil.....	30
2.2.1	Os PCN e a Astronomia.....	30
2.2.2	Problemas, desafios e oportunidades.....	31
3	O QUE (E COMO) OS ALUNOS DEVEM APRENDER?.....	37
4	OBJETIVOS E DETALHAMENTO DO PRESENTE TRABALHO.....	44
5	ASTROFÍSICA ESTELAR PARA O ENSINO MÉDIO.....	48
6	CONCLUSÕES E CONSIDERAÇÕES FINAIS.....	51
	REFERÊNCIAS.....	54

APÊNDICE: GUIA DE ESTUDOS “ASTROFÍSICA ESTELAR PARA O ENSINO MÉDIO”

1	Capítulo 1: Muito além do Sistema Solar.....	61
2	Capítulo 2: A natureza da luz.....	85
3	Capítulo 3: Conhecendo o céu noturno.....	99

4	Capítulo 4: Localizando os objetos celestes.....	123
5	Capítulo 5: Medindo a luz das estrelas.....	149
6	Capítulo 6: Entendendo os espectros das estrelas.....	166
7	Capítulo 7: Tipos espectrais e o diagrama HR.....	190
8	Capítulo 8: As vidas das estrelas: noções de evolução estelar.....	217
9	Capítulo 9: As estrelas variáveis.....	255
10	Capítulo 10: Observando estrelas variáveis.....	289
11	Capítulo 11: Redução e análise dos dados.....	337
12	Capítulo 12: Aprendendo (astro)física com as estrelas variáveis...	358
	ANEXOS.....	400

1 INTRODUÇÃO

A experiência da contemplação de um belo céu estrelado encontra poucos paralelos para nossas mentes e nossos sentidos: a origem desse encantamento parece se perder no tempo e se estender a todas as culturas. Talvez por isso, na linguagem popular, a expressão “observar o céu” geralmente se confunda com essa prazerosa apreciação estética. Mas será só essa beleza o que o céu tem a nos oferecer?

A resposta a essa questão – quer pensemos como astrônomos, quer como educadores – é fácil. O céu nos proporciona *muito* mais do que apenas uma bela impressão estética. Há milênios a humanidade se utiliza do céu e das posições e movimentos aparentes dos astros para estabelecer referências no espaço e no tempo. Pontos cardeais e direções foram definidos pela observação do céu, tornando possíveis as grandes migrações terrestres e a navegação marítima; as comunidades agrícolas usavam as estrelas para saber as melhores épocas para a plantação e a colheita de alimentos; calendários e relógios foram criados por muitas culturas com base em eventos e fenômenos celestes, e assim por diante. De certa forma, a história da Astronomia primitiva está intimamente ligada à da evolução do próprio *Homo sapiens*.

Tudo isso parece prenunciar o óbvio: a utilidade e a necessidade prementes de um ensino da Astronomia de boa qualidade nos dias de hoje. Ou não?

Uma das mais respeitadas autoridades mundiais sobre ensino de Astronomia é sem dúvida John R. Percy, astrônomo, professor emérito de Astronomia, Astrofísica e Educação em Ciências da Universidade de Toronto e ex-presidente da Comissão 46 (Ensino de Astronomia) da União Astronômica Internacional entre 1994 e 1997. Em PERCY (2006), ele nos apresenta uma criteriosa análise das razões pelas quais a Astronomia é de fato útil e deve ser incluída nos currículos escolares. Examinemos a seguir um sumário de suas conclusões.

Percy inicia listando algumas razões pelas quais por vezes se alega que a Astronomia *não* deveria ser incluída em currículos escolares. Entre essas alegações, encontram-se:

- Que a Astronomia seria percebida como algo irrelevante em relação aos aspectos práticos e às preocupações reais da vida cotidiana (tais como a economia, a agricultura, a saúde ou o meio ambiente).
- Que a maior parte dos professores não possui conhecimentos de Astronomia, nem de como ensiná-la.
- Que o ensino de Astronomia depende de equipamentos caros (telescópios) e requer que os alunos devam estar na escola à noite, fora do horário de aulas.
- Que poderia haver certo conflito entre a Astronomia e algumas crenças pessoais de natureza religiosa, cultural ou até mesmo pseudocientífica.

E assim por diante. Não é difícil notar que a maior parte dessas alegações não encontra fundamento real, ou simplesmente está ancorada em fatos incorretos; por outro lado, embora haja certo grau de veracidade em outras (como a relativa à formação dos professores), existem propostas para contornar ou resolver tais limitações de maneira bastante satisfatória. Voltaremos a esse tema mais adiante neste trabalho.

Em seguida, Percy relaciona cerca de vinte fatores que demonstram claramente a utilidade da Astronomia para a formação de nossos jovens e que justificam sua inclusão nos currículos escolares. Para nossas finalidades, vamos agrupá-las em seis categorias:

- **Fatores culturais e históricos:** A Astronomia está firmemente entranhada em todas as culturas, como resultado de suas aplicações práticas e suas implicações filosóficas. Por sua natureza, ela requer que as observações sejam realizadas em diferentes latitudes e longitudes (assim como nas épocas mais variadas), podendo assim ligar gerações e culturas distintas.
- **Fatores práticos:** Como já citado, a Astronomia possui aplicações práticas evidentes, como a determinação de latitudes, longitudes, tempos e calendários, marés, navegação etc.
- **Fatores científicos e tecnológicos:** A Astronomia é uma ciência de ponta que usa o “laboratório” mais amplo possível: o próprio Universo. Daí resulta sua evidente multidisciplinaridade. Consideremos alguns exemplos: a necessidade de determinação de órbitas e de outros cálculos astronômicos acelerou o avanço da trigonometria esférica, dos logaritmos e do cálculo diferencial; o entendimento dos processos de fusão nuclear que ocorrem no interior das estrelas guarda relações claras com a origem dos elementos químicos e a estrutura da matéria; o avanço tecnológico dos detectores usados em Astronomia favoreceu aqueles usados em setores tão diferentes como as telecomunicações, a Medicina ou a Ciência Espacial; e assim por diante.
- **Fatores estéticos e emocionais:** A Astronomia revela as nossas raízes cósmicas e nosso lugar no espaço e no tempo. Ela lida com nossas origens – da matéria, átomos, estrelas, galáxias, do Universo em si (e talvez também da vida), mas também com nossa evolução e possíveis destinos. Ela promove a consciência ambiental como nenhuma outra ciência e estimula a curiosidade, a imaginação e o senso de exploração e descoberta da espécie humana – além do seu fascínio sobre artistas e poetas através da História.
- **Fatores pedagógicos:** Em sala de aula, a Astronomia permite um campo ideal para exercer o chamado “método científico” (encampando, por exemplo, a observação versus a abordagem teórica). Ela pode ser usada, por exemplo, para ilustrar conceitos físicos importantes como a gravidade, a luz e os espectros; e,

dada sua natureza interdisciplinar, pode fornecer uma abordagem integrada que favoreça o desenvolvimento e a criatividade dos alunos.

- **Fatores sociais:** a Astronomia tem o dom de atrair os jovens para a Ciência e a Tecnologia, e portanto para carreiras nessas áreas. Ela pode também ajudar no desenvolvimento das habilidades de comunicação e de trabalho em equipe – e até mesmo servir como um hobby atraente para todos.

Para o caso específico do presente trabalho, nossa opção desde sua concepção foi selecionar uma abordagem observacional, que fosse acessível a alunos do Ensino Médio e que pudesse ser realizada com instrumentos modestos, para demonstrar os fundamentos da Astrofísica Estelar moderna. Por que essa opção? Com base em nossa experiência de mais de dez anos atuando no ensino não-formal de Astronomia, já sabíamos que a observação direta de objetos e fenômenos celestes por alunos e professores possui um potencial didático excepcional. Devido a certos fatores, que serão explicitados nos capítulos seguintes, entretanto, esse tipo de abordagem é ainda pouco utilizado no Brasil – embora o seja de forma crescente no exterior. Consideramos, portanto, que sua adoção poderia significar, modestamente e até certo limiar, uma inovação do ponto de vista didático no ensino da Astronomia também para alunos do Ensino Médio. Em nossa própria visão (e como tentamos colocar em prática no decorrer deste trabalho) o céu noturno se constitui em um “laboratório” inigualável para o aprendizado das leis físicas que regem os fenômenos nele observados, ajudando a desenvolver uma série de talentos e habilidades nos alunos, além de criar elementos estimulantes e motivadores para o aprendizado.

Já mencionamos aqui os quatro cursos sequenciais e abertos que ministramos desde 2005 em uma parceria com o Clube de Astronomia de São Paulo (CASP) e com o IAG. Em linhas gerais, são os seguintes os nomes e ementas simplificadas desses cursos:

- **FAE – Fundamentos de Astrofísica Estelar:** apresenta de forma teórica, complementada por exercícios e simulações em computadores, as bases da Astrofísica Estelar contemporânea. Carga horária: 40 horas-aula.
- **EEE – Estrutura e Evolução Estelar:** descreve as diversas etapas da evolução das estrelas de diferentes massas através de aulas expositivas, práticas e seminários. Carga horária: 40 horas-aula.
- **TO I – Técnicas de Observação I:** observações visuais com instrumentos de pequeno porte (binóculos, telescópios). Carga horária: 50 horas-aula.
- **TO II – Técnicas de Observação II:** observações avançadas com câmeras CCD e telescópios automatizados. Carga horária: 50 horas-aula.

Ressaltamos que o nível técnico no qual o presente programa foi concebido não é muito diferente daquele que habitualmente adotamos nos cursos acima mencionados

- uma vez que todos eles se destinam a pessoas que possuem (ou estejam terminando) o Ensino Médio e que não necessariamente possuam experiência observacional prévia.

No planejamento desta monografia, pareceu-nos claro que uma parte dos conteúdos dos cursos FAE, EEE e TO I (notadamente os tópicos conceituais) poderia ser aproveitada para a preparação dos materiais do programa “Astrofísica Estelar para o Ensino Médio”. No entanto, para este novo projeto, havia necessidade de ênfase maior em certos quesitos específicos relacionados à área observacional, em particular no que dizia respeito à Astronomia de Posição (tais como os movimentos aparentes da esfera celeste, sistemas de coordenadas etc.), bem como a inclusão de atividades e exercícios práticos que cobrissem esses tópicos, mais o uso de cartas celestes e softwares. Uma pesquisa prévia havia indicado que esses eram potenciais pontos fracos para a assimilação dos conteúdos do novo programa, uma vez que os estudantes do Ensino Médio raramente são expostos a esses assuntos. Da mesma forma, considerando nossa intenção de usar a observação das estrelas variáveis como “fio condutor” para o processo de aprendizado de Astrofísica Estelar, houve necessidade de desenvolver materiais teóricos e práticos inteiramente originais, reunidos de maneira compatível com o que é feito por entidades internacionais que se dedicam a essa área. Os trabalhos de redação, adaptação, testes e revisão dos conteúdos do programa “Astrofísica Estelar para o Ensino Médio” e sua consolidação no “Guia de Estudos” que se constitui no cerne deste trabalho duraram cerca de dois anos.

As Partes 2 a 3, a seguir, descrevem respectivamente o cenário e a evolução recente do ensino de Astronomia no mundo e no Brasil, bem como as estratégias didáticas que consideramos mais produtivas para a implementação de um aprendizado efetivo desta proposta. As Partes 4 e 5 delineiam o programa completo e o respectivo Guia de Estudos, que é visto na íntegra nos doze capítulos do Apêndice. A Parte 6 indica as primeiras conclusões sobre a aplicação deste programa.

2 PANORAMA DO ENSINO MODERNO DE ASTRONOMIA

2.1 Ensino moderno de Astronomia no mundo

2.1.1 Diretrizes para o ensino de Astronomia

Marcel Gilles Jozef Minnaert (1893-1970), reputado astrônomo e educador holandês de origem belga, figura indubitavelmente entre os grandes idealizadores dos conceitos sobre os quais se baseia o ensino moderno de Astronomia. Sob sua liderança, um extenso relatório sobre o tema foi preparado e discutido no âmbito da 12ª Assembleia Geral da IAU (União Astronômica Internacional), realizada no ano de 1964 em Hamburgo. Esse relatório foi o pilar para a criação oficial da Comissão 46 da IAU, que a partir daí passou a nortear o ensino global da Astronomia (MUELLER, 1972).

As conclusões dessas discussões de 1964, bem como os resultados dos questionários dirigidos por Minnaert a vinte e nove países membros da IAU, são sumarizadas em MINNAERT, 1966. Esse documento, a nosso ver, pode ser considerado um divisor de águas no que diz respeito à maneira como o aprendizado de Astronomia deva ser conduzido, se é que se deseja que ele seja de fato produtivo e reflita a modernidade em ciência. Selecionamos alguns de seus trechos mais significativos, que convidam a uma reflexão crítica sobre a aplicação (ou não) do seu admirável conteúdo em nosso próprio cenário educacional, mais de cinquenta anos após sua concepção – reflexão essa que esboçaremos aqui nas Partes 2 e 3. Em função do escopo do presente trabalho, iremos nos concentrar somente nos tópicos que se aplicam ao ensino de Astronomia na Educação Básica (em especial, no Ensino Médio do sistema educacional brasileiro), omitindo aqueles relativos ao ensino de Astronomia nas universidades, que evidentemente também constaram do documento de Minnaert.

Desde o primeiro parágrafo, são evidenciadas as razões para a necessidade de uma mudança de paradigma em relação ao sistema de ensino tradicional:

A astronomia é uma ciência em evolução muito rápida. Ela não está mais limitada à mecânica celeste, mas se concentra na astrofísica, na estrutura do universo e em sua evolução. Muitas novas tecnologias foram introduzidas, incluindo computadores, a radioastronomia e a pesquisa espacial. Esse desenvolvimento rápido, quase explosivo, atrai o maior interesse do público geral, dos jornais, rádio, televisão e cinema. Temos de explorar as consequências que essa nova situação deverá ter no ensino de astronomia em diferentes níveis (MINNAERT, 1966, tradução nossa).

Minnaert se detém a seguir nos tópicos relativos ao ensino da Astronomia em escolas secundárias (para o qual ele recomenda atenção total, tanto por influenciar a formação de futuros astrônomos, como pelo valor intelectual incomparável da Astronomia para qualquer cidadão educado). Ele enfatiza a necessidade de mudanças essenciais nessa área para levar em conta os novos desenvolvimentos da ciência.

Devemos perceber que os aspectos essenciais da astronomia moderna podem ser ensinados mesmo para os níveis mais elementares em um número limitado de horas (...). O interesse dos alunos por astronomia é geral e espontâneo, e as escolas devem se aproveitar disso. Os alunos devem ser trazidos a um nível de conhecimento que lhes permita compreender artigos populares em jornais ou em artigos gerais de revisão (...). Pelas respostas ao nosso questionário, está claro que a situação global ainda é muito insatisfatória: em sete países, praticamente não se ensina astronomia em escolas secundárias; em muitos outros, isso depende do interesse pessoal do professor; ou a astronomia é apenas um tema opcional; ou ela é incluída como parte de um curso geral de Ciências e é frequentemente esquecida (MINNAERT, 1966, tradução nossa).

Nos parágrafos seguintes, os caminhos para mudar esse cenário começam a ser delineados:

Deve-se esperar que os conceitos astronômicos mais elementares, com base em observações simples, sejam introduzidos nas escolas primárias e nos anos iniciais das escolas secundárias². No entanto, para um curso sistemático, deve-se dar preferência a um estágio mais maduro, acompanhando um conhecimento maior de Matemática e Física³. Uma hora semanal durante os dois últimos anos da escola secundária seriam um mínimo conveniente para um curso assim.

O programa tem de ser fundamentalmente mudado para considerar os desenvolvimentos da ciência moderna. Em muitos países, o ensino de astronomia é limitado a alguns tópicos elementares sobre a Terra, a Lua e o sistema planetário, incluindo sistemas de coordenadas, probleminhas sobre a esfera (celeste) e outros assuntos tediosos. O todo é às vezes designado pelos nomes escolásticos de “Cosmografia” ou “Geografia Matemática”. Esses nomes devem simplesmente desaparecer e ser substituídos pelo termo claro e direto: “Astronomia” (MINNAERT, 1966, tradução nossa).

O programa preconizado por Minnaert para ensino de Astronomia no nível secundário é composto por duas seções, com uma distribuição relativa de tempos na razão aproximada de 1:2. A primeira compreende a estrutura do Sistema Solar, a revolução copernicana e concepções modernas sobre a superfície da Lua, cometas e meteoros. A segunda, mais extensa, se dedica à estrutura do Universo: o Sol, as estrelas, a Galáxia, as nebulosas e os sistemas extragalácticos. É evidente a mudança de ênfase dos anacrônicos conteúdos anteriores para a Astrofísica (ou, como declarado no parágrafo inicial do documento, para “a *Astrofísica, a estrutura do universo e sua evolução*”), tornando-os assim consistentes com a ciência contemporânea. Minnaert enfatiza ainda que a segunda seção não é de forma alguma “mais difícil” que a primeira: muito

² Aqui Minnaert se refere ao que no Brasil corresponde ao Ensino Fundamental I e ao início do Ensino Fundamental II.

³ Neste caso, Minnaert objetiva evidentemente aquilo que no Brasil chamamos de Ensino Médio.

pelo contrário, ensiná-la é estimulante e a motivação e interesse dos alunos por ela são altamente recompensadores. Não poderíamos concordar mais.

Finalmente, foram discutidos os recursos humanos (professores) e instrumentais indispensáveis para levar a cabo a tarefa de implementar as diretrizes propostas:

Na maior parte dos países, a Astronomia é ensinada por professores de Matemática ou de Física. Não há dúvidas que (salvo os raros casos de astrônomos) de preferência o professor de Física deve ser o encarregado desse ensino, desde que ele próprio tenha completado pelo menos um curso em Astronomia geral (...). É deplorável que, em alguns países, a grande maioria daqueles que ensinam Astronomia nunca tenha completado nenhum curso sobre esse tema. A esse respeito, uma atenção especial deve ser dada aos professores de Ciências.

Um telescópio modesto (com abertura de, digamos, 7 cm) deve estar disponível em todas as escolas secundárias. Atenção especial deve ser prestada para que sua montagem seja estável e que esteja protegido contra o tempo (MINNAERT, 1966, tradução nossa).

Nos poucos anos que lhe restariam de vida, Minnaert presidiu a Comissão 46 da IAU (Ensino de Astronomia) e publicou, em 1969, um livro seminal contendo 74 exercícios práticos de Astronomia, desenvolvidos durante seus 25 anos de ensino na Universidade de Utrecht. Os exercícios eram destinados aos estudantes dos cursos de Física, Matemática e Astronomia, que os realizavam em paralelo aos cursos teóricos durante dois anos, com frequência de uma noite por semana (De JAGER, 1971). Nesse livro (*Practical work in elementary Astronomy*), ele salienta que o conhecimento teórico obtido através das aulas e leituras precisa ser convertido em uma *realidade concreta* para os alunos; e que a melhor forma de adquirir esse objetivo é mediante a observação do céu e as “práticas de laboratório” a ela relacionadas. A mensagem é clara: “*It is by doing that we learn!*” Nos parágrafos dirigidos aos professores, Minnaert destaca ainda: “*A Astronomia é uma ciência da natureza. Ela é baseada na observação, e é aos resultados das observações que a teoria e os cálculos são aplicados*” (Minnaert, 1969).

2.1.2. Da década de 1970 aos dias atuais

Em 1987 foi publicada por Josip Kleczek, do observatório Ondrejov (na então Tchecoslováquia), uma reedição do *Practical work in elementary Astronomy*. Esta foi na realidade uma edição estendida do livro de Minnaert, incluindo vinte e um novos experimentos práticos desenvolvidos por uma série de astrônomos bem conhecidos (KLECZEK, 1987). A intenção dessa publicação era claramente expandir o trabalho original de Minnaert, preservando sua filosofia de ensino *hands-on* (o editor menciona especificamente seu cuidado em representar, nos exercícios, as três fases da pesquisa em Astronomia: observação, redução dos dados e interpretação dos resultados). A

nosso ver, no entanto, essa publicação sofre de certa falta de homogeneidade didática nos conteúdos: enquanto a edição de Minnaert privilegiava o ensino da Astronomia clássica através de experimentos bastante simples (como, por exemplo, o reconhecimento de constelações, relógios de sol etc.), a de Kleczek adiciona na mesma obra temas e experimentos bem mais complexos (incluindo, por exemplo, temas como polarimetria, magneto-hidrodinâmica ou determinação de periodicidade de fenômenos celestes através de transformadas de Fourier). Nem sempre esses experimentos são acessíveis a alunos que não disponham de ferramentas matemáticas e físicas mais avançadas. Por esse motivo, embora tecnicamente irretocável, acreditamos que a edição de Kleczek tenha uso mais limitado que a de Minnaert para os alunos de classes mais elementares.

Em 1982, os astrônomos alemães Wolfhard Schlosser (1940-) e Theodor Schmidt-Kaler (1930-2017), ambos professores da Ruhr-Universität Bochum, publicam a primeira edição de um primoroso livro denominado *Astronomische Musterversuche für die Sekundarstufe (Experimentos astronômicos para o nível secundário)*. Esse manual passou a ser utilizado amplamente para o ensino de Astronomia nas escolas públicas alemãs (doze edições entre 1982 e 1986 são listadas no WorldCat), sendo traduzido para o inglês em 1991, sob o título “Challenges of Astronomy” (SCHLOSSER; SCHMIDT-KALER; MILONE, 1991). Em 30 capítulos didaticamente arranjados em ordem crescente de complexidade, tópicos essenciais para o aprendizado de Astronomia clássica e Astrofísica são inicialmente descritos em teoria, propondo-se em seguida experimentos observacionais práticos relevantes para cada caso. Orientações aos professores sobre a realização dos experimentos, referências e apêndices detalhando os procedimentos matemáticos e estatísticos usados são também fornecidos. Em nossa opinião, essa obra é um paradigma do ensino moderno de Astronomia para o ensino secundário, e deveria ser conhecida por todos os que se dedicam ao tema. Uma lástima que ela não tenha sido atualizada nos anos recentes pela adição das novas tecnologias hoje disponíveis; mas, por outro lado, a qualidade de seu conteúdo e sua abordagem clara e objetiva certamente contribuíram para a criação de muitos programas de ensino *hands-on* de boa qualidade que passaram a residir na internet desde então (vários deles disponibilizando telescópios remotos a professores e alunos para a realização das observações). Entre esses, podemos citar três programas importantíssimos, que devem ser conhecidos por todos os educadores modernos de Astronomia:

- O programa Hands-on Universe (HOU), criado em 1990 na Universidade da Califórnia (Berkeley). Segundo Pennypacker e Asbell-Clarke (1996), as características das atividades originalmente concebidas para esse programa incluem “o abandono do aprendizado baseado apenas na memorização de fatos e em aulas expositivas tradicionais, substituindo-o por um processo de aprendizagem centrado no próprio aluno e envolvendo atividades

computacionais, simulações e o uso de instrumentos astronômicos”; muitos desses programas são construtivistas, estimulam os trabalhos em grupo e procuram evitar uma cobertura superficial dos tópicos. Os professores são vistos mais como facilitadores e orientadores do que como “fonte do saber”. Ao longo dos anos, o programa HOU evoluiu e passou a ser dirigido por um grupo de 14 países da União Europeia (EU-HOU), oferecendo hoje um excelente software gratuito (SalsaJ), especialmente desenvolvido para o uso de professores e alunos (principalmente do Ensino Médio), que podem utilizá-lo para uma série de exercícios *hands-on* sobre Astrofísica. Os exercícios abrangem desde trânsitos exoplanetários até o uso de variáveis Cefeidas para determinar a distância das Nuvens de Magalhães, ou o cálculo da massa de uma galáxia a partir de sua curva de rotação. Para tanto, são usadas imagens astronômicas reais cedidas por grandes observatórios, ou, opcionalmente, imagens que tenham sido obtidas pelos próprios alunos. O programa EU-HOU fornece também acesso a telescópios ópticos e radiotelescópios remotos, além de treinamento a professores da União Europeia e/ou parceiros (GTTP, The Galileo Teacher Training Program). Em nossa experiência, o uso do SalsaJ e a realização dos exercícios desenvolvidos pelo EU-HOU são ferramentas didáticas poderosas para o ensino de Astronomia, além de se constituírem em atividades extremamente motivadoras e apreciadas pelos alunos. Mais informações podem ser encontradas em DORAN et al. (2012) ou DORAN; PENNYPACKER; FERLET (2012).

A descrição detalhada do programa EU-HOU, bem como o software SalsaJ, os materiais didáticos e os exercícios desenvolvidos para o programa, está disponível em: <<http://www.euhou.net/>>. (Acesso em: 22 de setembro de 2017).

- O projeto CLEA (Contemporary Laboratory Experiences in Astronomy) foi criado em 1992 no Gettysburg College, PA (USA), com apoio da National Science Foundation e da NASA, tendo como objetivo desenvolver um conjunto de simulações computacionais realistas de vários experimentos observacionais nos mais diversos campos da Astronomia, permitindo a alunos e professores realizá-los em sala de aula e discutir as bases físicas e os resultados de cada experimento de forma crítica. Cada exercício é composto por um software específico para cada experimento e por dois manuais didáticos – um destinado ao professor e outro ao aluno. A filosofia do projeto CLEA é objetiva: *“a compreensão da ciência pelos alunos será mais sólida se ela for ancorada em uma base concreta de experiências pessoais”*. Os dezesseis experimentos são extremamente bem projetados e possuem objetivos e metas concretos, definidos nos manuais didáticos; eles cobrem temas como a classificação espectral, o diagrama HR, fotometria fotoelétrica, astrometria de asteroides,

gravitação universal, formação de elementos químicos nas estrelas, a lei de Hubble, a estrutura do Universo em larga escala, processos de transporte de calor e aplicações da radioastronomia. Todos eles são perfeitamente acessíveis a estudantes do Ensino Médio e estão disponíveis em inglês (vários deles também em francês, italiano, holandês, espanhol, português, polonês e hebraico)⁴. Os exercícios CLEA têm sido utilizados em mais de 50 países desde sua criação (MARSCHALL, 1998). O autor deste trabalho os usa em suas aulas desde 2005, e pôde comprovar sua excepcional qualidade técnica e didática, bem como o excelente aproveitamento de seu uso pelos alunos.

Todo o material desenvolvido pelo CLEA (softwares e manuais) está disponível gratuitamente em: <<http://www3.gettysburg.edu/~marschal/clea/cleahome.html>>. (Acesso em: 22 de setembro de 2017).

- O programa Hands-on Astrophysics (HOA), lançado em 1997 pela AAVSO (American Association of Variable Stars Observers, a maior entidade mundial para o estudo das estrelas variáveis), com apoio financeiro da National Science Foundation, se diferencia dos anteriores por ser baseado na *observação do céu real* por professores e alunos na faixa etária de 15 a 19 anos (equivalente à de nosso Ensino Médio). Mais especificamente, ele usa a observação das estrelas variáveis como fulcro para desenvolver nos alunos uma ampla gama de habilidades em Astronomia, Física e Matemática – incluindo, além da observação em si, a pesquisa bibliográfica, o entendimento de medições e erros experimentais, a análise e interpretação de gráficos, a aplicação de técnicas estatísticas, o processamento de dados com uso de computadores e a apresentação de resultados, seja de forma oral ou por escrito (MATTEI et al., 1996). Como recursos adicionais, o programa HOA permite lançar mão do gigantesco banco de dados da AAVSO, que nos dias de hoje contém mais de 30 milhões de observações de estrelas variáveis feitas, ao longo de mais de um século, por milhares de observadores em todo o mundo, e oferece ainda o software VSTAR, especialmente concebido para reduções de dados de estrelas variáveis e cujo uso demonstraremos nos Capítulos 11 e 12 do Guia de Estudos que é o produto final deste trabalho. Desenvolvido nos padrões propostos em 1996 pelos National Science Education Standards⁵ (NSES, um conjunto de diretrizes estabelecidas pelo governo norte-americano para a educação científica nas escolas primárias a secundárias daquele país – o que equivaleria

⁴ Traduções para o português dos exercícios CLEA sobre fotometria e espectroscopia, preparadas pelo autor deste trabalho e colaboradores, estão disponíveis nos Anexos.

⁵ O texto completo dos National Science Education Standards (1996) pode ser obtido em PDF ou HTML a partir dos sites da NRC (The National Research Council, USA) ou da NAP (The National Academies Press, USA). Ver: <<https://www.nap.edu/catalog/4962/national-science-education-standards>>.

aos PCN no Brasil), esse programa passou a ser usado nas escolas secundárias dos Estados Unidos e do Canadá (PERCY; MATTEI, 1998). Consideramos o programa HOA como um dos mais completos e eficientes já desenvolvidos no mundo para o ensino de Astronomia e Astrofísica nas escolas secundárias; além disso, ele estimula a interação e a colaboração constantes entre os educadores e os astrônomos (amadores ou profissionais) – algo que, como veremos mais adiante, é uma ação altamente necessária (talvez mesmo indispensável) para aperfeiçoar o ensino de Astronomia no nível básico em nosso País. Por todas essas razões, ele foi também uma inspiração para a elaboração do presente trabalho.

Os materiais didáticos do programa Hands-on Astrophysics (que foi recentemente rebatizado como “Variable Star Astronomy”, ou VSA) incluem treze cadernos para utilização pelo professor e mais treze para uso dos alunos. Todos eles estão disponíveis sem qualquer custo no website da AAVSO, em: <<https://www.aavso.org/education/vsa>>. O software VSTAR pode ser obtido em: <<https://www.aavso.org/vstar>>. (Acesso em: 22 de setembro de 2017).

Finalmente, nos anos mais recentes, as agências espaciais, europeia (ESA/ESO) e norte-americana (NASA), passaram a oferecer também materiais didáticos contendo excelentes exercícios observacionais do mesmo modelo *hands-on* para professores e alunos do Ensino Médio e equivalentes de outros países. Via de regra, esses exercícios aproveitam imagens fornecidas por telescópios espaciais como o *Hubble Space Telescope* ou pelos grandes telescópios situados na Terra, e são estruturados de maneira semelhante: um texto principal, seguido por perguntas, medições e pelas reduções e cálculos. Todos eles se constituem em ferramentas preciosas para possibilitar aquilo que se conceitua nos dias de hoje como o ensino moderno de Astronomia.

- A ESA (European Space Agency), em conjunto com o ESO (European Southern Observatories) oferece uma série de exercícios cobrindo, por exemplo, o cálculo de distâncias extragalácticas a partir da observação de variáveis Cefeidas; a massa do buraco negro no centro da Via Láctea; a medida das distâncias de aglomerados estelares, nebulosas planetárias e de uma supernova de especial interesse astrofísico (SN 1987A). Alguns desses exercícios podem ser realizados com o uso do software SalsaJ, já mencionado acima. Recomendamos vivamente aos professores e alunos do Ensino Médio o seu uso. Os materiais didáticos do ESA/ESO estão disponíveis em vários idiomas e podem ser obtidos no website da ESA/ESO, em: <<http://www.spacetelescope.org/kidsandteachers/education/page/1/>>. (Acesso em: 22 de setembro de 2017).

- A NASA (National Aeronautics and Space Administration) oferece uma ampla diversidade de projetos e atividades educativas cujo objetivo é apoiar o chamado ensino STEM (Science, Technology, Engineering and Mathematics), uma iniciativa estratégica para a educação nos Estados Unidos da América que começou a ser incentivada na virada do milênio pelo governo norte-americano, através da National Science Foundation. O ensino STEM tem como meta aumentar a competitividade científica e tecnológica norte-americana no ambiente global; inclui uma série de ações para melhorar a qualidade da educação e dos educadores no ensino secundário daquele país; e pressupõe uma abordagem multidisciplinar e *hands-on* no ensino de ciências, tecnologia, engenharia e matemática, de forma compatível com as demandas do mundo contemporâneo (KUENZI, 2008). Para nossos professores do Ensino Médio, dada a enorme variedade de projetos propostos pela NASA no caso do ensino de Astronomia e astronáutica (elaborados de acordo com o estágio escolar), recomendamos primeiramente navegar pelo website que engloba todos os projetos educacionais da NASA (listados por tema): <https://www.nasa.gov/offices/education/programs/descriptions/All_Alpha.html>. Em seguida, escolher um ou mais projetos que melhor se adaptem à sua situação pedagógica específica.

2.2 Ensino básico de Astronomia no Brasil

Um panorama bastante atualizado sobre o ensino básico da Astronomia no Brasil, abrangendo os Parâmetros Curriculares Nacionais (PCN) para o nível escolar que nos interessa neste trabalho (Ensino Médio), bem como ponderações sensatas sobre a formação de professores, pode ser visto em LEITE et al. (2013). Usando a mesma sequência de tópicos estabelecida por esses autores e com base nos conteúdos definidos pelos PCN, tentaremos identificar alguns problemas, desafios e oportunidades para o ensino básico de Astronomia.

2.2.1 Os PCN e a Astronomia

Os conteúdos estabelecidos oficialmente pelos PCN para o ensino da Astronomia no Ensino Médio (BRASIL, 2002) constituem o Tema Estruturador nº 6 do ensino de Física (“Universo, Terra e Vida”) e abrangem três Unidades Temáticas, vistas a seguir:

1. Terra e sistema solar

- *Conhecer as relações entre os movimentos da Terra, da Lua e do Sol para a descrição de fenômenos astronômicos (duração do dia e da noite, estações do ano, fases da lua, eclipses etc.).*
- *Compreender as interações gravitacionais, identificando forças e relações de conservação, para explicar aspectos do movimento do sistema planetário, cometas, naves e satélites.*

2. O Universo e sua origem

- *Conhecer as teorias e modelos propostos para a origem, evolução e constituição do Universo, além das formas atuais para sua investigação e os limites de seus resultados no sentido de ampliar sua visão de mundo.*
- *Reconhecer ordens de grandeza de medidas astronômicas para situar a vida (e vida humana), temporal e espacialmente no Universo e discutir as hipóteses de vida fora da Terra.*

3. Compreensão humana do Universo

- *Conhecer aspectos dos modelos explicativos da origem e constituição do Universo, segundo diferentes culturas, buscando semelhanças e diferenças em suas formulações.*
- *Compreender aspectos da evolução dos modelos da ciência para explicar a constituição do Universo (matéria, radiação e interações) através dos tempos, identificando especificidades do modelo atual.*
- *Identificar diferentes formas pelas quais os modelos explicativos do Universo influenciaram a cultura e a vida humana ao longo da história da humanidade e vice-versa.*

Na análise de Leite et al. (2013), é salientada a “amplitude e profundidade” dos temas propostos nos PCN, ressaltando-se, no entanto, que:

...a implementação da proposta apresentada exige boa formação do professor, na medida em que tanto a quantidade, quanto a profundidade dos conteúdos sugeridos demandam formação específica em conteúdos e metodologias de ensino de Astronomia, o que, em geral, não é provido de maneira adequada pelos cursos de formação de professores (licenciaturas) de ciências e física. Isso nos leva a um dilema: de um lado houve maior incentivo do ponto de vista da construção de currículos com ênfase na Astronomia; de outro, o mesmo não ocorreu com a formação de professores.

2.2.2 Problemas, desafios e oportunidades

A questão que se coloca a seguir é: estamos em condições de acompanhar as tendências do ensino moderno de Astronomia e simultaneamente atender aos requisitos dos PCN? Examinemos inicialmente o quesito relativo às deficiências na formação dos professores citadas por Leite et al. (2013). A esse respeito, Langhi (2009) lança um olhar atento para a situação de formação dos professores que terão a seu cargo o ensino de Astronomia em nossa Educação Básica. De acordo com esse autor:

Atualmente, conforme indicam os Parâmetros Curriculares Nacionais, derivados da Lei de Diretrizes e Bases (LDB) de 1996, a Astronomia está presente essencialmente na disciplina de Ciências, deixando assim de ser definitivamente uma disciplina específica nos cursos de formação de

professores e, em pouquíssimos casos, sendo superficialmente trabalhada nos conteúdos básicos em tais cursos.

O mesmo autor destaca ainda que, mesmo em cursos de graduação nos quais se deveriam contemplar conteúdos de Astronomia (Física, por exemplo), estes não a apresentam como disciplina obrigatória, mas apenas como optativa (isso quando a oferecem). Já em LANGH e NARDI (2009) encontra-se uma análise clara e objetiva da situação resultante dessas lacunas na formação daqueles docentes que serão incumbidos de ministrar aos alunos os conteúdos de Astronomia preconizados pelos PCN, bem como os reflexos danosos sobre seu trabalho. Conforme esses autores:

Embora tenham ocorrido reformas educacionais recentes (...) sobre essa questão, a formação de professores de Ciências, na maioria dos cursos, ainda está mais próxima dos anos 1970. Um professor de Ciências no ensino fundamental, por exemplo, ver-se-á confrontado com o momento de trabalhar com conteúdos de astronomia. No entanto, o docente dos anos iniciais do ensino fundamental geralmente é graduado em pedagogia, e o de 5^a a 8^a, geralmente em ciências biológicas, sendo que conceitos fundamentais de astronomia não costumam ser estudados nestes cursos de formação, levando muitos professores a simplesmente desconsiderar conteúdos deste tema em seu trabalho docente, ou apresentam sérias dificuldades ao ensinar conceitos básicos de fenômenos relacionados a astronomia.

Parece assim evidente que existem sérias lacunas na formação de professores de forma a atender aos requisitos dos PCN e às necessidades da Astronomia moderna. Outro indicativo claro é fornecido por Langhi (2004), que se detém no exame das “concepções alternativas” – uma maneira elegante de designar os erros preconcebidos que os alunos trazem para a sala de aula e que acabam não sendo devidamente esclarecidos pelos professores (que, em boa parte dos casos, não sabem como tratá-los, em função de sua própria formação astronômica insuficiente). Entre essas concepções alternativas encontram-se com frequência erros quase inacreditáveis, como se vê no parágrafo a seguir, extraído de LANGHI (2004):

...é importante recapitular resumidamente as concepções alternativas mais comuns em Astronomia: as diferenças entre as estações do ano são causadas devido à distância da Terra em relação ao Sol; interpretação das fases da Lua como sendo eclipses lunares semanais; possuem uma visão geocêntrica do Universo; desconhecem o movimento aparente das estrelas no céu com o passar das horas, incluindo o movimento circular das mesmas em redor do polo celeste; associam a presença da Lua exclusivamente ao céu noturno, admirando-se do seu aparecimento durante certos dias em plena luz do Sol; associam a existência da força de gravidade com a presença de ar, acreditando que só existe gravidade onde houver ar ou alguma atmosfera...

Além dos fatores acima expostos por todos esses autores, acreditamos que haja outra lacuna constantemente encontrada entre os licenciados em Ciências: um amplo desconhecimento prático do objeto de estudo da Astronomia (o céu). Em nosso entendimento, um professor de Ciências que tencione ensinar Astronomia e não conheça bem o céu se encontra em uma situação assemelhada à de um professor de Medicina que não tenha, na sua formação, estudado em teoria e prática os aspectos elementares da anatomia humana. Em nossa própria experiência de mais de dez anos ministrando, no ensino informal, cursos de técnicas de observação astronômica amadora a centenas de indivíduos das mais variadas profissões (boa parte deles professores de Ciências ou Matemática) constatamos que dificilmente há, ao início dos cursos, pessoas que possuam uma experiência prática mínima na observação do céu, bem como na percepção e entendimento dos fenômenos observados. Bisch (1998) diagnostica com precisão essa situação, ao se referir às concepções iniciais de uma amostra de professoras do ensino fundamental que frequentaram um curso de extensão universitária, denominado “Astronomia no 1º Grau”, oferecido pelo Instituto de Física da Universidade de São Paulo (IFUSP) em 1995/1996:

Como já sabíamos pela nossa experiência anterior e mais uma vez constatamos ao longo desse curso, as professoras (como de resto a maioria das pessoas) apreciam olhar para o céu, algumas até costumam olhá-lo com frequência, porém quando o olham geralmente é por um motivo sentimental ou estético, de apreciação de sua beleza, das estrelas, da Lua, do crepúsculo e suas cores, ou então por um motivo bem pragmático/utilitarista, de saber como está o tempo, se vai ou não chover; mas raramente o observam com o intuito de conhecer algo sobre os astros e, portanto, não têm consciência do enorme potencial didático desta observação.

Como Bisch deixa claro, nesse contexto o termo “observação” é equivocadamente entendido como sinônimo de mera contemplação estética do céu, ignorando-se por completo o potencial de seu uso como um verdadeiro laboratório para a compreensão dos fenômenos observados e das leis físicas a eles relacionadas. Obviamente, isso seria um fator importante para desenvolver nos alunos a criatividade, o raciocínio crítico, a familiarização com o método científico e as habilidades para a pesquisa.

Por outro lado, embora consideremos digna de louvor a preocupação dos PCN do Ensino Médio com *“uma compreensão atualizada das hipóteses, modelos e formas de investigação sobre a origem e evolução do Universo em que o jovem vive, com que sonha e que pretende transformar”* (BRASIL, 2002, p. 71), não vemos, com raras exceções, uma aplicação prática efetiva desse apreciável intento.

E, no entanto, os próprios PCN, desde o Ensino Fundamental, já estimulam fortemente a observação direta dos astros ao longo do ano, chegando a recomendar, como conteúdos centrais do ensino de Ciências (quarto ciclo), a *“identificação, mediante*

observação direta, de algumas constelações, estrelas e planetas recorrentes no céu do hemisfério Sul durante o ano, compreendendo que os corpos celestes vistos no céu estão a diferentes distâncias da Terra” (BRASIL, 1998). Como explicar então o amplo desconhecimento de professores e alunos sobre a identificação e observação dos objetos e fenômenos celestes?

É bastante comum culpar unicamente o crescimento desordenado de nossas cidades, com os consequentes efeitos da poluição luminosa e de condições atmosféricas deterioradas. Não discordamos da veracidade desses fatores. Atribuir exclusivamente a eles o desconhecimento do céu por parte de quem pretenda ensinar Astronomia, no entanto, a nosso ver não passa de mera falácia: mesmo nas maiores cidades, a posição e os movimentos dos planetas, Sol e Lua podem ser acompanhados com facilidade.

Finalmente, a par de todos os fatores já abordados, a reduzida bibliografia e a baixa qualidade dos textos existentes no Brasil sobre a observação visual dos objetos e fenômenos celestes nos parecem ser também fatores limitantes para a aplicação das recomendações dos PCN.

Em particular, note-se a sua quase inexistência nos livros didáticos, que são fontes essenciais de informação dos professores. Como nos diz Langhi (2004):

...os livros didáticos falham no aspecto do incentivo à observação prática, deixando de induzir o aluno a analisar os fenômenos do céu no seu dia a dia, estimulando a pesquisa e a observação, provando que no processo de ensino e aprendizagem de Astronomia deve-se incluir principalmente a prática observacional.

A esse respeito, Canalle, Trevisan e Lattari (1998) apontam uma série de erros conceituais, omissões e incorreções nos conteúdos de Astronomia Observacional em vários livros didáticos de Geografia para o Ensino Fundamental. Fica claro nesse estudo que, para os pouquíssimos experimentos práticos neles propostos, as explicações são geralmente incompletas ou erradas, impossibilitando alunos e professores de executá-los corretamente.

Leite e Housume (1999), por outro lado, analisando os livros didáticos de Ciências mais vendidos, ressaltam que *“a natureza das atividades propostas não indica, em nenhum momento, a observação dos astros ou atividades onde os alunos possam perceber fenômenos que estão além da perspectiva sensorial”*.

Resumindo a situação: se por um lado a prática da observação astronômica (mesmo a olho nu ou com instrumentos modestos) inegavelmente possui um potencial didático enorme para a compreensão da natureza do Universo e das leis físicas que o regem, por outro constatamos que no Brasil essa via permanece praticamente inexplorada. Isso se deve tanto às lacunas na formação dos professores como ao desconhecimento

dos aspectos mais elementares do céu noturno – bem como à escassez de publicações de boa qualidade sobre práticas observacionais simples e programas didáticos específicos de observação do céu e seus fenômenos. Existem, portanto, amplas oportunidades potenciais para o aperfeiçoamento do nosso ensino básico de Astronomia.

Não é objetivo deste trabalho a formulação das possíveis estratégias gerais a serem adotadas no Brasil para aperfeiçoar a formação de professores em Astronomia, uma ação claramente indispensável para suprir as lacunas já mencionadas. É importante, todavia, mencionar que já existem várias propostas abrangentes e muito bem embasadas nesse sentido – que a nosso ver merecem séria consideração por todas as partes envolvidas. Entre essas destacamos em especial aquela apresentada originalmente em LANGHI (2009) e subsequentemente retomada em LANGHI; NARDI (2012) e LANGHI (2011). Reconhecendo de início a necessidade de sistemas de formação continuada e permanente para todos os professores, Langhi (2009) demonstra inequivocamente que não serão apenas os cursos de curta duração que irão garantir uma boa formação dos docentes. Em vez disso, o autor apresenta um modelo formativo para a educação continuada em Astronomia, a que ele denomina “PARSEC” (sigla que representa as iniciais das diversas ações propostas: Planejar, Aplicar, Refletir, Socializar, Envolver e Continuar)⁶. Após discorrer detalhadamente sobre cada uma dessas ações, o autor levanta a seguir uma questão fundamental (“quem estaria habilitado para atuar na formação continuada dos professores?”), ressaltando que existe um potencial ainda pouco explorado em nosso país a partir da existência de diversos estabelecimentos dedicados à Astronomia (tais como planetários, museus de ciência, observatórios, sociedades, universidades, astrônomos amadores). Essas entidades têm exercido ações importantes em atividades de ensino, porém de forma isolada e distribuída em todo o território brasileiro⁷. Langhi (2009) propõe a união desses esforços e a sua aproximação com aqueles atualmente desenvolvidos pela escola. Disso poderia resultar um pilar triplo, constituído pela comunidade astronômica científica ou profissional, pela comunidade astronômica semiprofissional (os astrônomos amadores “não hobbystas”) e pela comunidade escolar, reunidas em um modelo que o autor denominou “CIAMES”, em alusão às duas letras iniciais das partes envolvidas (**C**ientífica, **A**madora e **E**scolar). Em LANGHI (2011), salienta-se que esse tipo de ação integrada não é inédito no cenário mundial, porém sua aplicação em diversos países tem apresentado resultados animadores:

⁶ O modelo PARSEC é retomado em LANGHI; NARDI (2012), em que os autores propõem que as atividades de formação continuada de professores devam ser planejadas e executadas coletivamente com os docentes em formação.

⁷ Uma extensa e atualizada relação das atividades de ensino formal e não-formal de Astronomia realizadas no Brasil por universidades, planetários, observatórios, museus de ciência, institutos, clubes de Astronomia amadora e sociedades científicas pode ser encontrada em LEITE et al. (2013, p. 577-82).

Em alguns países, tais como Alemanha, Itália, Polônia, Estados Unidos da América e França, as positivas e profundas influências de sociedades científicas, associações e clubes de Astronomia, observatórios astronômicos e grupos de pesquisa na área de ensino de Astronomia provocaram mudanças efetivas não apenas na prática docente, mas também nos programas e currículos escolares oficiais nacionais com relação à inserção da Astronomia na educação (LANGHI, 2011).

Em nossa própria opinião, o sistema integrado originalmente proposto em LANGHI (2009), embora implique provavelmente em um prazo significativo para sua implementação completa, nos parece o caminho mais lógico e abrangente a ser seguido. É digno de registro que um modelo assemelhado de colaboração (unindo universidades, museus de ciência, observatórios, escolas, planetários e associações de astrônomos amadores) foi empregado com sucesso durante o Ano Internacional da Astronomia (AIA) em 2009. Embora não tenha sido concentrada unicamente nas atividades de ensino, mas também em eventos de difusão, como exposições, palestras e sessões públicas de observação, essa parceria possibilitou a realização de mais de dezesseis mil eventos astronômicos públicos e gratuitos, que foram assistidos por cerca de dois milhões e trezentos mil brasileiros (DAMINELI; NAPOLEÃO, 2010). Entre eles destacou-se, na área de ensino, a realização da XII OBA (Olimpíada Brasileira de Astronomia e Astronáutica), que naquele ano atingiu uma participação inédita até os dias de hoje, contando com 868 mil alunos em 10.557 escolas (CANALLE et al., 2010). Acreditamos que os expressivos números obtidos durante a realização do AIA em 2009 são uma demonstração sólida de que, em concordância com o preconizado em LANGHI (2009), a prática de ações unificadoras poderá se constituir em um poderoso recurso para apoiar a prática docente e alavancar a educação em Astronomia.

3 O QUE (E COMO) OS ALUNOS DEVEM APRENDER?

Essas nos parecem as duas questões mais cruciais a serem respondidas. Já vimos que as discussões a nível mundial sobre educação em Astronomia começaram a ser desenvolvidas a partir da Assembleia Geral da União Astronômica Internacional (IAU) em 1964 e da resultante fundação da Comissão 46 da mesma entidade, encarregada de liderar globalmente o tema. Os encontros internacionais específicos sobre ensino da Astronomia, porém, se iniciaram apenas em 1988, em Williamstown, nos Estados Unidos, com a realização do Colóquio 105 da IAU. Os anais dessa conferência, que reuniu 162 astrônomos de 31 países, foram publicados dois anos após (PASACHOFF; PERCY, 1990). O segundo evento desse tipo – o Colóquio 162 da IAU – se realizou em 1996 em Londres, contando com 130 participantes de 40 países; seus anais foram publicados após dois anos (GOUGUENHEIM; McNALLY; PERCY, 1998). Esse colóquio já incorporou o impacto de um novo e importantíssimo recurso para o ensino de Astronomia: o acesso à internet. Esses dois colóquios foram fundamentais para delimitar as diretrizes para o ensino moderno de Astronomia. Desde então até o presente a IAU não mais realizou colóquios de mesma representatividade e importância, porém reuniões de menor alcance ocorreram em 2003 (PASACHOFF; PERCY, 2005) e 2006 (PASACHOFF; ROS; PASACHOFF, 2008)⁸. Nos tópicos seguintes tentaremos resumir algumas das ideias que norteiam as tendências para o ensino da Astronomia moderna (algumas derivadas desses primeiros colóquios), bem como expressar nossa própria opinião a respeito.

Conteúdos inovadores para cursos de Astronomia foram discutidos em NARLIKAR (1990), em uma abordagem bastante original e nada ortodoxa. Reduzindo ao mínimo indispensável os conteúdos de Astronomia clássica, Narlikar se concentra em dois grandes itens: *Astronomia Observacional* (cujos tópicos incluem: a natureza da luz, o papel da atmosfera, os tipos de radiação, sistemas de detectores e observação do céu) e *Astronomia Teórica*, em que Narlikar abandona por completo a sequência tradicional dos livros-texto (que parte do Sistema Solar e termina na Cosmologia) substituindo-a por outra mais centrada na interação entre a Física e a Astronomia. A sequência de Narlikar usa apenas três grandes tópicos, que agrupam os fenômenos astronômicos cuja explicação tenha como principal fundamento, respectivamente, as interações eletromagnéticas, as interações nucleares (fraca e forte) e as interações gravitacionais.

⁸ Um levantamento dos 283 artigos apresentados nas reuniões e colóquios da IAU sobre educação em Astronomia entre 1988 e 2006 é apresentado em BRETONES; MEGID NETO (2011). Em sua análise, esses autores ressaltam que 87,6% dos artigos “não apresentaram referências teóricas nos textos” (obviamente, eles se referem aqui a teorias pedagógicas e não astronômicas). Consideramos esse fato curioso, mas não surpreendente: afinal, a grande maioria dos participantes era formada por astrônomos, e não por pedagogos ou historiadores de ciência. Talvez, como sugerem os autores, isso indique que a produção desses eventos da IAU devesse favorecer mais a elaboração de teorias sobre a educação em Astronomia. Mas também pode ser, simplesmente, que os astrônomos não considerem isso tão prioritário e prefiram se concentrar em aspectos mais pragmáticos do ensino. Ver a respeito a discussão sobre “O que os alunos devem aprender” (PASACHOFF, 2002), na próxima página.

Embora focado principalmente na formação de astrônomos, o autor estende sua recomendação para alunos de cursos equivalentes ao Ensino Médio. Segundo Narlikar, pode-se argumentar que essa nova abordagem pode ser difícil para alunos de cursos elementares (com o que ele não concorda), mas ela pode ser perfeitamente entendida (usando-se apenas um pouco de álgebra) por alunos do *high school* norte-americano (faixa de 14 a 18 anos, aproximadamente equivalente a nosso Ensino Médio). A nosso ver, a aplicação dessa invulgar metodologia poderia ser de fato uma evolução (ou revolução?) no ensino de Astronomia, porém seu uso não é tão fácil: ela requer do professor um conhecimento extremamente sólido das duas áreas, além de não ser intuitiva para os alunos⁹.

O tema “O que os alunos devem aprender?” retorna vigorosamente em um notável artigo do astrônomo e educador norte-americano Jay Pasachoff (2002). Confrontado com uma corrente de pensamento anacrônica que ele chamou de “*establishment* educacional” – que defendia limitar o ensino básico de Astronomia apenas aos temas mais tradicionais (como as fases da Lua ou as estações do ano) em detrimento do ensino dos tópicos modernos de Astrofísica e Cosmologia, considerados “muito abstratos e que os alunos não iriam entender mesmo” –, Pasachoff retruca que, ao contrário, essa escolha não precisa ser feita: ambos os temas devem ser abordados, e o que se deve fazer é simplesmente ensinar mais e melhor.

Segundo Pasachoff (2012), existem muitos exemplos da Astrofísica contemporânea que podem ser usados para ensinar tanto Ciência como Lógica; omitir esses conteúdos dos alunos, além de privá-los de entender o Universo da forma como ele é visto pela Ciência moderna, só iria fazê-los buscar as mesmas informações em fontes não-especializadas (como jornais, revistas não-científicas e televisão), possivelmente até inibindo a formação de novos pesquisadores. Nesse sentido, diz ironicamente Pasachoff, a linha daqueles educadores norte-americanos, autointitulada “*less is more*” (“menos significa mais”) não passa de “*less is less*” (“menos significa menos”).

Em nossa opinião, o passar dos anos só fez confirmar a posição de Pasachoff e tornar mais antiquada e obsoleta a linha do “*establishment* educacional”: queiram eles ou não, nos dias de hoje os estudantes (assim como o público leigo) vão ser de qualquer forma bombardeados diariamente com notícias e informações sobre as novas descobertas astronômicas através da mídia – e, em especial, da internet, via websites, aplicativos ou redes sociais. É bem melhor que as explicações para essas descobertas venham do professor e não dessas fontes leigas, sob pena de criar novas concepções

⁹ A abordagem de Narlikar é a mesma usada em um livro que escreveu em conjunto com Fred Hoyle (NARLIKAR; HOYLE, 1980, *The Physics-Astronomy frontier*, ver Referências). Em nossa opinião, esse é um livro brilhante e original, que procura apresentar, em cada um dos capítulos, as leis físicas como fundamento para o entendimento dos fenômenos astronômicos que observamos. De fato, a matemática envolvida não assustará ninguém que tenha cursado o Ensino Médio, porém talvez a sequência não-convencional o faça (mas quem esperaria que Narlikar e Hoyle, os brilhantes astrofísicos que criaram a Cosmologia do Estado Estacionário, fossem convencionais?)

alternativas nos alunos – o que obviamente é contraproducente em educação. A mídia não tem a obrigação de ser cientificamente rigorosa nem de avaliar de forma crítica a informação recebida; o professor, sim. Claro que para isso ele terá de se manter permanentemente atualizado sobre os avanços da Ciência; mas se não for assim, de que serve então o professor?

Sobre o tema “Como os alunos devem aprender?”, argumentos muito convincentes têm sido apresentados por uma série de educadores, incluindo nosso já conhecido John R. Percy, da Universidade de Toronto e da IAU. Em PERCY (2010), ele ressalta que, por muitos anos, a teoria predominante em educação científica tem sido o construtivismo, que propicia aos alunos a construção de novos conhecimentos a partir de conceitos que eles já possuem (porém alertando que alguns desses conceitos podem estar incorretos – as concepções alternativas – e que o professor necessita identificá-los e corrigi-los para conseguir ensinar com eficiência). Assim como numerosos outros educadores modernos – ver, por exemplo, SADLER; LUZADER (1990) ou PENNYPACKER; ASBELL-CLARKE (1996) –, Percy acredita que “*a melhor maneira de aprender ciência é fazer ciência*” (PERCY, 2007) e, nesse sentido, corrobora o que, como já vimos, Minnaert preconizava quarenta anos antes. Já em PERCY (2008), ele sugere uma sutil distinção entre certas atividades e experimentos tradicionalmente considerados como *hands-on* (por exemplo, a construção de um modelo do Sistema Solar pelos alunos) e aquilo que ele chama de atividades *minds-on*. As atividades *hands-on* têm sido consideradas há muitos anos como a forma mais eficiente de aprender Astronomia (em especial nos primeiros anos do Ensino Fundamental); porém, existem circunstâncias nas quais (por motivos logísticos, por exemplo) é impossível sua realização. Percy sugere que, nessas situações, o professor estimule o raciocínio e a criatividade dos alunos através de uma atividade mental (*minds-on*) que emule aquele experimento que não pode ser realizado materialmente naquele momento. Por exemplo: se o professor está dando uma palestra para um grande número de alunos em um auditório lotado, Percy sugere que ele simule um experimento prático e peça aos assistentes que façam uma previsão dos resultados do mesmo (preferivelmente, um experimento no qual o resultado real entre em conflito com a previsão que à primeira vista pareça mais óbvia). Por exemplo, perguntar à turma qual a cor que um objeto azul teria quando iluminado por uma luz amarela (digamos, uma lâmpada de vapor de sódio). A maioria, na experiência do autor, responderá incorretamente “verde”. Esse tipo de abordagem permite ao professor explorar as alternativas, estimulando a discussão para que os próprios alunos cheguem à resposta correta (entendendo assim os motivos, e não simplesmente absorvendo uma informação dada pelo professor).

A nosso ver, a abordagem *minds-on* descrita por Percy é perfeitamente compatível com a aplicação de uma dinâmica didático-pedagógica proposta para o ensino de Ciências em 1990 por Delizoicov e Angotti, e conhecida como “os três momentos

pedagógicos” (DELIZOICOV; ANGOTTI, 1990, republicado em 1994; MUENCHEN; DELIZOICOV, 2014).¹⁰ Nela, em um primeiro momento pedagógico (*problematização inicial*) apresentam-se, para discussão com os alunos, questões e/ou situações reais que eles já conhecem ou presenciam, mas que provavelmente não disponham do conhecimento científico para interpretar corretamente. Nessa discussão, é possível que eventuais concepções alternativas emerjam, o que será útil para que o professor compreenda as noções preconcebidas dos alunos sobre o tema. Adicionalmente, os alunos estão sendo *desafiados a resolver um problema real*, o que certamente os ajudará a reconhecer a necessidade de absorver novos conhecimentos, aumentando assim sua motivação. A postura do professor nesse primeiro momento deve ser a de “questionar e lançar dúvidas sobre o assunto, mais do que responder e fornecer explicações” (DELIZOICOV; ANGOTTI, 1994, p. 55). Em outras palavras, o papel principal do professor durante a problematização inicial é diagnosticar aquilo que os alunos sabem e pensam sobre uma determinada situação ou problema. Naturalmente, será ele quem coordenará a discussão – não para fornecer explicações prontas, mas para questionar as concepções e interpretações previamente assumidas pelos alunos. Em um segundo momento pedagógico (*organização do conhecimento*), os conhecimentos necessários para a compreensão do tema em si e da problematização inicial serão sistematicamente estudados sob orientação do professor. As mais diversas atividades poderão ser propostas pelo professor nessa fase, que as escolherá de acordo com o assunto em estudo. Podemos sugerir, por exemplo, a leitura de textos de divulgação científica, o uso de computadores e das tecnologias de informação e comunicação contemporâneas (incluindo, por exemplo, websites na internet, aplicativos, softwares, simulações, vídeos no youtube etc.), além, é claro, das atividades experimentais (em nosso caso, observacionais), que são a nosso ver indispensáveis. Segundo Delizoicov e Angotti (1994, p. 22), em geral as atividades experimentais despertam grande interesse nos alunos; porém, o professor deverá cuidar para que elas não sejam efetivadas somente para “provar” leis e teorias prontas aos alunos. Ao contrário, ele deverá estimular a discussão e interpretação dos resultados obtidos, atuando no sentido de apresentar os conceitos, leis e teorias envolvidos no experimento, mas sempre como um *orientador crítico* da aprendizagem, distanciando-se assim de qualquer postura dogmática ou autoritária no ensino. Se essa perspectiva não for seguida, será inevitável que o experimento acabe se resumindo na simples execução de “receitas” ou à “comprovação” daquilo que se leu em livros didáticos, o que comprometeria toda a efetividade no objetivo de propiciar aos alunos uma compreensão correta do método científico (e, por conseguinte, de aprender ciência). No terceiro e último momento pedagógico (*aplicação do conhecimento*), aborda-se de forma sistemática o conhecimento que vem sendo incorporado pelo

¹⁰ Delizoicov e Angotti abordaram pela primeira vez essa metodologia em 1982-1983, ao promoverem a transposição da perspectiva educacional de Paulo Freire para o espaço da educação formal (DELIZOICOV, 1983).

aluno, para analisar e interpretar todas as situações: tanto as que determinaram seu estudo, como outras que não estavam diretamente ligadas ao motivo inicial, mas que sejam explicadas pelo mesmo conhecimento (DELIZOICOV; ANGOTTI, 1994, p. 55). Em todo o processo (de viés nitidamente construtivista), fica evidente que o aluno é o sujeito da aprendizagem: é ele quem realiza a ação, não sendo meramente um receptor da mesma; e, ainda, que ele deve estar sempre motivado a aprender, o que requer do professor uma atitude que envolva e cativa os alunos para descobrir e aprender, sem ceder em nenhum momento à postura fácil, porém anacrônica, de detentor do conhecimento.

Percy postula (e sem dúvida concordamos integralmente com ele) que o aprendizado eficiente de Astronomia (como de resto, da ciência em geral) pressupõe um *vínculo estreito entre pesquisa e aprendizado*. É altamente desejável proporcionar aos alunos a oportunidade de participar em projetos de pesquisa reais (é claro que não estamos falando, em nosso caso, nos projetos científicos de ponta, que são publicados nas revistas especializadas, mas em projetos de pesquisa do tipo que pode ser apresentado, por exemplo, em feiras de ciências). A grande vantagem de vincular o aprendizado e a pesquisa é que os alunos podem ser expostos ao processo e aos métodos usados rotineiramente em ciência (PERCY, 2008); além disso, eles podem desenvolver de forma mais fluida seus talentos para pesquisa, o que geralmente lhes confere níveis mais altos de interesse e motivação; e, por fim, lhes permite aprimorar suas habilidades de comunicação – seja para apresentar seus trabalhos, seja para escrever artigos e textos para publicação, ou até mesmo para servir como monitor ou instrutor para seus colegas mais jovens ou para o público em geral. Creio que seria desnecessário comentar que tudo isso será de enorme utilidade para o aluno em sua carreira profissional, caso ele futuramente resolva se dedicar à Ciência (ou mesmo a outros tipos de atividades).

Finalmente, Horvath (2013) sintetiza objetivamente toda essa discussão, retratando com precisão e sem rodeios o cenário que presenciamos hoje no ensino de Astronomia e Astrofísica no Brasil e mesmo em outros países. O autor parte da bem-humorada afirmação de que “as ciências naturais estão cada vez menos naturais”, no sentido de que a celeridade dos avanços tecnológicos contemporâneos inibe a compreensão direta dos fenômenos naturais por parte de professores e alunos; de fato, no passado os fenômenos estudados eram mais perceptíveis à vivência e às experiências das pessoas em seu dia a dia. É claro que isso também se deve à maior complexidade dos fenômenos estudados nos dias atuais, que muitas vezes só estão acessíveis a instrumentos sofisticados e de grande porte. Como menciona Horvath, não podemos observar com nossos próprios olhos (e nem com instrumentos de pequeno porte) fenômenos ou objetos como, por exemplo, buracos negros supermassivos; temos de confiar em que eles são da forma como são porque foi assim que os astrônomos, com seus instrumentos de ponta, os descreveram e explicaram. Cria-se assim uma divisão

(cada vez mais acentuada) entre aquilo que vemos e podemos entender usando meios sensoriais (fenômenos atmosféricos, a Lua, eclipses etc.) e aquilo em que devemos simplesmente confiar, já que foi feito por cientistas habilitados para tal (aos quais se torna necessário delegar a competência para nos dizer como funciona isto ou aquilo).

De acordo com Horvath, a consequência de tudo isso é um progressivo afastamento dos fenômenos em si, o que dificulta qualquer abordagem pedagógica – colocando uma barreira muito substancial para o ensino da ciência segundo o construtivismo ou qualquer outra abordagem pedagógica. Resulta evidente para o autor que:

...o ensino de astronomia (e outras disciplinas) está em um beco sem saída: aquilo que é tangível torna-se finalmente enfadonho e é repetido *ad nauseam* nos ciclos de educação, enquanto que aquilo que “faz a cabeça” dos alunos e professores está se deslocando rapidamente para longe do alcance deles, e fica cada vez mais difícil de ser incorporado aos temas tratados em sala de aula.

Os PCNs recomendam, no entanto, uma série de temas desta classe “não natural”, indo desde as estrelas até a cosmologia e o Big Bang. Como nem mesmo os conteúdos do Sistema Solar são discutidos e apresentados de forma substanciosa e lógica na maioria das vezes, segue-se que o professor está normalmente inseguro e reticente para entrar nesses problemas menos familiares para ele/ela (HORVATH, 2013).

Não podemos deixar de ressaltar as semelhanças entre a situação descrita por Horvath e aquela relatada por Pasachoff (2002), vista nos parágrafos anteriores. O educador norte-americano já destacava que a reação de parte do *establishment* educacional daquele país, quando confrontada a ela, era simplesmente de omitir esses temas nas aulas, com a suposta justificativa de que “os alunos não iriam entender mesmo” – limitando-se assim aos confortáveis e surrados temas das fases da Lua e das estações do ano (o falacioso argumento do “*less is more*”). Essa, evidentemente, não é uma solução: afinal, referindo-se à Astrofísica, como ressalta Horvath (na mesma linha preconizada por Pasachoff),

...estes temas contêm grande parte da astronomia do Século 20, e resultam muito atrativos e desafiadores, especialmente para aqueles alunos com inclinação científica ($\leq 5\%$ do total, segundo estudos recentes, mas ainda assim vitais para a saúde e desenvolvimento das sociedades).

Obviamente, também não seria solução aventurar-se a tentar ensinar aos alunos os conteúdos da Astrofísica moderna sem o devido embasamento científico, ou através de uma metodologia incompatível com esses temas. Qual é então a saída para esse dilema? Ou, nas palavras de Horvath:

A pergunta a fazer é: seria possível discutir em sala de aula conteúdos astronômicos, por exemplo, as estrelas, da mesma forma que se faz com o Sistema Solar? Mais ainda, como começar? Como exprimir uma abordagem empírica que resulte em um avanço real para compreender as estrelas?

No restante de seu artigo, Horvath propõe uma abordagem empírica em cinco pontos como exemplo de procedimento para responder a essas questões, “pelo menos para pisar em terra firme e motivar os alunos para irem além da astronomia do sistema Sol-Terra-Lua”, como cita o autor. O exemplo de texto que se segue é acessível, suplementado por conceitos, equações e sugestões de atividades observacionais, o que possibilita aos alunos e professores explorarem as analogias entre os fenômenos observados e os fatos perceptíveis no cotidiano. Este é, também a nosso ver, um caminho viável, e é exatamente nessa linha que elaboramos a presente proposta.

4 OBJETIVOS E DETALHAMENTO DO PRESENTE TRABALHO

Este trabalho tem como principal objetivo o ensino dos fundamentos da Astrofísica Estelar a alunos e professores do Ensino Médio através de uma abordagem empírica que usa, como ferramentas principais da metodologia, a observação, o registro, a análise e a interpretação das mudanças de brilho das estrelas variáveis ao longo do tempo. Mediante o estudo desses astros, procuramos introduzir gradativamente os princípios físicos que regem a estrutura e a evolução estelares, de uma forma que aproxime os alunos de alguns dos grandes temas da Astrofísica moderna sem que eles percam o vínculo sensorial com a observação dos fenômenos naturais – seja esta feita a olho nu, seja através de instrumentos de pequeno porte. Essa abordagem, em nosso entender, é plenamente compatível com o preconizado em HORVATH, 2013.

O produto final de nosso trabalho é um Guia de Estudos intitulado “Astrofísica Estelar para o Ensino Médio”, que pode ser lido em sua íntegra no Apêndice desta monografia. O Guia é dividido em doze capítulos, e foi desenvolvido tendo como alvos principais os alunos e professores nesse estágio do aprendizado formal; porém, obviamente, ele pode ser também utilizado por qualquer pessoa que tenha interesse no assunto e que possua os conceitos indispensáveis de Matemática e Física; ou ainda, em cursos do ensino não-formal que versem sobre o tema e que sejam ministrados, por exemplo, por planetários, museus de ciência e astrônomos amadores (ver, por exemplo, SCHIVANI, 2010).

Quatro dos primeiros capítulos do Guia de Estudos (Capítulos 1, 2, 5 e 6) versam sobre conceitos astrofísicos fundamentais, como a natureza da luz, a radiação eletromagnética, as propriedades observáveis das estrelas (luminosidades, fluxos, magnitudes, cores e temperaturas), o cálculo de suas distâncias e a formação de espectros estelares e sua interpretação, além dos aspectos históricos relevantes sobre a evolução da Astrofísica teórica e observacional. Em cada um deles, estão incluídas sugestões de atividades para os professores desenvolverem em aula ou sob a forma de pequenas tarefas para os alunos executarem em suas casas: trata-se de exercícios, questões para discussão em sala, simulações disponíveis na internet, vídeos e outras atividades para fixar os conceitos apresentados.

Considerando a quase inexistência ou a precariedade dos livros didáticos sobre temas relacionados à observação astronômica (como já visto em LANGHI, 2004), decidimos agregar ao conteúdo do Guia algumas práticas elementares sobre esse tópico, como o reconhecimento do céu a olho nu, constelações e movimentos aparentes da esfera celeste, bem como alguns conceitos de Astronomia Fundamental indispensáveis para realizar as observações planejadas, incluindo sistemas de coordenadas celestes e o uso correto de mapas, softwares e instrumentos de pequeno porte – suplementando esses tópicos com exercícios e o material necessário para realizá-los. Essas práticas são vistas

nos Capítulos 3 e 4 do Guia de Estudos, de forma deliberadamente entremeada com os conteúdos astrofísicos gerais mencionados no parágrafo anterior. Embora cientes de que a inclusão dessas práticas viria a aumentar significativamente a extensão do conteúdo total do Guia, optamos por fazê-lo por julgar que sua omissão seria um entrave quase insuperável à realização deste projeto por alunos e professores inexperientes na observação do céu.

Os Capítulos 7 e 8 do Guia são importantíssimos, pois consolidam todos os principais aspectos (e suas aplicações) da Astrofísica Estelar moderna. São descritos aqui a classificação espectral das estrelas, o diagrama HR e seus usos, bem como a evolução das estrelas de baixa massa, massa intermediária e de alta massa. Além da sugestão de atividades de natureza semelhante àquelas já propostas para os professores nos capítulos precedentes, é vivamente recomendada aqui a realização, em grupos de 4 a 5 alunos cada, de duas “práticas de laboratório” desenvolvidas pelo projeto CLEA (Contemporary Laboratory Experiences in Astronomy), já citado aqui no item 2.1.2. Trata-se de simulações realistas (feitas em computador) de experimentos observacionais reais: um sobre fotometria e o outro sobre espectroscopia, ambos divididos em duas partes. Para facilitar a tarefa dos professores, ambas essas práticas foram traduzidas para o português, e estão disponíveis nos Anexos ao Guia de Estudos.

Os quatro capítulos restantes se referem especificamente às estrelas variáveis, tanto nos aspectos teóricos como práticos, incluindo a sua classificação, métodos de observação e de registro dos dados, construção de curvas de luz, técnicas de redução, análise e interpretação dos resultados, uso de softwares especializados, de bancos de dados e de diversos outros recursos disponibilizados gratuitamente pela internet. São propostos também, em grau crescente de dificuldade, vários projetos observacionais que podem ser levados a cabo por alunos e professores do Ensino Médio, alguns deles com real interesse científico.

A sequência didática de tópicos foi desenvolvida a partir de duas fontes principais. De um lado, os cursos de Fundamentos de Astrofísica, de Estrutura e Evolução Estelar e de Técnicas de Observação I, já mencionados na Introdução. Lembramos que todos eles se situam no campo do ensino não-formal, são gratuitos e destinados a pessoas que já possuam o Ensino Médio completo (embora não tenham necessariamente experiência prévia em observação astronômica). Do outro lado, o programa Hands-on Astrophysics (HOA), que, como vimos no item 2.1.2., foi originalmente lançado em 1997 pela AAVSO (American Association of Variable Stars Observers), especialmente para alunos e professores norte-americanos do nível equivalente ao nosso Ensino Médio, sendo rebatizado recentemente como Variable Star Astronomy (VSA). Naturalmente, não consideramos produtivo simplesmente traduzir ou adaptar os conteúdos do HOA/VSA para nossos alunos e/ou o nosso céu austral: ao contrário, optamos por desenvolver material totalmente original para o nosso cenário educacional, incluindo o uso dos

recursos tecnológicos atualmente disponíveis, mas sempre de acordo com a metodologia didática e a filosofia de ensino de Astronomia (que consideramos modelares) adotadas pelos criadores do projeto norte-americano, Janet Mattei e John Percy (ver a respeito PERCY; MATTEI, 1998; PERCY, 2008 e PERCY, 2010).

O conteúdo completo do Guia de Estudos, produto final deste trabalho, é visto no Apêndice desta monografia, que apresenta de forma sequencial os doze capítulos do Guia. Vale aqui tecer algumas considerações sobre a aplicação do Guia de Estudos: ele foi concebido para se inserir no contexto de um curso de um ano de duração, com carga horária de três horas semanais (e mais o tempo dedicado às observações à noite). Naturalmente, não se pode esperar que esses requisitos “caibam” no currículo convencional obrigatório do Ensino Médio; assim, consideramos mais viável a sua realização como disciplina eletiva ou optativa para alunos interessados na área de Ciências da Natureza e suas tecnologias¹¹, o que nos parece consistente com o caráter multidisciplinar da Astronomia. Alternativamente, os conteúdos aqui propostos são perfeitamente adequados ao ensino não-formal de Astronomia. Tanto em um como em outro caso, no entanto, a formação do professor é crucial: embora não seja imprescindível que ele possua experiência prévia na observação do céu, é desejável que desenvolva certa proficiência mínima nessa área antes de começar a lecionar os conteúdos do Guia. Para tanto, sugerimos que ele se prepare de acordo, pela leitura e consulta aos recursos indicados no Guia de Estudos e, se possível, que entre também em contato com a associação de astrônomos amadores de sua cidade, que certamente terá a maior satisfação em orientá-lo nesse sentido. Desnecessário seria dizer que o professor deverá dominar os conteúdos de Física e de Matemática usados no Guia: afinal, a Astronomia é uma ciência exata!

Finalmente, seria lícito perguntar o porquê da escolha das estrelas variáveis neste trabalho como ferramenta principal para o ensino da Astrofísica Estelar.

O uso das estrelas variáveis como “fio condutor” para o processo de aprendizado de Astrofísica foi escolhido por uma série de atributos significativos, descritos, por exemplo, em PERCY (2007), MATTEI; PERCY (2000) ou MATTEI et al. (1996): sua observação e a medida de seu brilho são processos bastante simples e não dependem de cálculos elaborados; existem centenas de estrelas variáveis ao alcance de pequenos instrumentos (mesmo nas grandes cidades) em qualquer época do ano; por outro lado, a análise e a interpretação dos dados obtidos na observação das estrelas variáveis podem ser feitas em diversos graus de profundidade e dificuldade, possibilitando assim envolver desde adolescentes da faixa etária dos doze anos até pesquisadores experientes (PERCY, 2007). Tudo isso permite desenvolver gradualmente nos alunos uma série de habilidades em Ciência, Matemática e Computação que sem dúvida lhes

¹¹ Esse tipo de disciplina eletiva ou optativa está de acordo com as mudanças no Ensino Médio previstas pela Lei 13.415, de 16 de fevereiro de 2017, e já está sendo oferecido por vários colégios.

será útil no futuro. Entre elas estão, por exemplo: a pesquisa bibliográfica; a organização e planejamento de estratégias; a lógica e a disciplina para analisar e solucionar problemas; os conhecimentos estatísticos, como técnicas de interpolação, reconhecimento de erros sistemáticos ou aleatórios e construção e análise de gráficos. Além disso, para aqueles que se interessarem no futuro em computação, noções de programação e gerenciamento de dados. Tudo isso sem esquecer o desenvolvimento das habilidades de comunicação, através da apresentação dos seus resultados por via oral ou escrita; e, finalmente, do aprendizado de trabalhar em equipe, caso o professor opte por essa modalidade (pessoalmente, o autor a recomenda sempre que cabível).

Adicionalmente, o estudo das estrelas variáveis na época atual se vale intensivamente dos recursos da tecnologia contemporânea. Além daquilo que pode ser feito simplesmente com os smartphones a que hoje praticamente todos os jovens têm acesso, existe atualmente uma multiplicidade de recursos, dados e informações disponíveis gratuitamente pela internet (muitos deles descritos de modo detalhado no Guia de Estudos). E, para aqueles que argumentam que “os alunos não podem sair para observar à noite” existe até mesmo a possibilidade de fazer as observações remotamente, através de telescópios robóticos que estão acessíveis sem qualquer custo pela internet (ver a respeito o último capítulo do Guia de Estudos ou, por exemplo, FIDÊNCIO NETO, 2017).

Talvez mais importante ainda, as estrelas variáveis permitem um *aprendizado vinculado à pesquisa*, que é precisamente a forma que Percy (2008) e outros educadores modernos identificaram como sendo a mais eficiente para aprender Ciência (*research-based education*). Essa tem sido também a linha preferida pelo autor deste trabalho em todas as suas atividades como educador. Nela, os alunos estarão sempre trabalhando com *projetos científicos reais* (embora simples), utilizando a mesma metodologia e processos usados rotineiramente em qualquer ramo da Ciência. E, em nossa experiência, serão sempre grandes motivações para eles as possibilidades de discutirem seus resultados com os mais experientes, de apresentá-los publicamente e talvez até de fazer uma nova descoberta. Nesse sentido, o professor poderá estar certo que estará ajudando a formar não apenas novos cientistas, mas os cidadãos das gerações futuras.

5 ASTROFÍSICA ESTELAR PARA O ENSINO MÉDIO

O Guia de Estudos “Astrofísica Estelar para o Ensino Médio” é organizado em doze capítulos, que são listados abaixo acompanhados por uma breve síntese dos principais conteúdos abordados em cada um deles, para que o leitor possa ter uma primeira familiarização com a estrutura do trabalho. Note-se que essa síntese dos conteúdos não significa o mesmo que a relação completa dos títulos e subtítulos de todos os tópicos encontrados em cada capítulo (o que a tornaria demasiado extensa). Para essa relação completa, o leitor deve se referir a cada capítulo individual.

Capítulo 1 – Muito além do Sistema Solar

Breve histórico da Astrofísica Estelar. Dimensões do Universo: escalas de espaço e de tempo. Unidades de medida de distâncias astronômicas. Notação científica e potências de base dez.

Capítulo 2 – A natureza da luz

Decodificando a linguagem das estrelas. Radiação eletromagnética. Propriedades gerais das ondas. O espectro eletromagnético. Natureza quântica da luz.

Capítulo 3 – Conhecendo o céu noturno

A poluição luminosa e o céu. Orientando-se no céu noturno. Movimento aparente da esfera celeste. Dia solar e sideral. Constelações. Atlas, planisférios e cartas celestes; softwares úteis.

Capítulo 4 – Localizando os objetos celestes

Sistemas de coordenadas astronômicas (horizontal e equatorial). Altura do polo celeste e a latitude local. Estrelas circumpolares. Uso de equipamentos: binóculos e telescópios.

Capítulo 5 – Medindo a luz das estrelas

Catálogos estelares. Escala de magnitudes aparentes. Luminosidades e fluxos estelares. Lei dos inversos dos quadrados das distâncias. Equação de Pogson. Distâncias estelares. Paralaxe trigonométrica. Magnitude absoluta. Módulo de distância.

Capítulo 6 – Entendendo os espectros das estrelas

Cores e temperaturas das estrelas. Espectros contínuos: leis de Planck, Wien e Stefan-Boltzmann. Índices de cor e sistemas fotométricos. Espectros discretos: absorção e emissão. Leis de Kirchhoff. O átomo de Bohr. Espectros das estrelas. O efeito Doppler. Dependência das linhas com a temperatura. Excitação e ionização.

Capítulo 7 – Tipos espectrais e o diagrama HR

Tipos espectrais das estrelas: a classificação de Harvard. Classes de luminosidade (MK). Diagrama HR: desenvolvimento, interpretação e aplicações em Astrofísica Estelar (paralaxe espectroscópica, idade de aglomerados). Exercícios de fotometria e espectroscopia (CLEA).

Capítulo 8 – As vidas das estrelas: noções de evolução estelar

Formação de estrelas. Protoestrelas e evolução pré-sequência principal. Geração de energia; reações nucleares de fusão. Evolução sobre a SP: equilíbrio hidrostático, massas e tempos de vida na SP. Evolução pós-SP para estrelas de baixa massa: fases RGB e AGB, ramo horizontal, nebulosas planetárias e anãs brancas. Evolução pós-SP para estrelas massivas: supernovas e nucleossíntese de elementos pesados. Objetos compactos (pulsares e buracos negros estelares).

Capítulo 9 – As estrelas variáveis

Estrelas variáveis: o que são e por que observá-las. Histórico e nomenclatura. Classificação das estrelas variáveis (extrínsecas, intrínsecas e seus subtipos), curvas de luz e sua relação com o diagrama HR e a evolução estelar. Interpretação física das curvas de luz.

Capítulo 10 – Observando estrelas variáveis

Métodos para a estimativa visual de magnitudes. Técnica, prática, dicas e recursos; cartas de busca, softwares, bancos de dados (GCVS, VSX / AAVSO): um imenso repositório de dados à disposição. Como registrar e reportar os seus dados. Monitorando regularmente uma estrela variável. Construindo a sua primeira curva de luz. Planejando seu programa de observações.

Capítulo 11 – Redução e análise dos dados

Fasagem da curva de luz. Efemérides de estrelas variáveis. Correção heliocêntrica. Uso de softwares específicos (VSTAR) para redução e análise dos dados obtidos na observação ou em bancos de dados existentes na internet (AAVSO e outros): construção de curvas de luz, diagramas de fase, determinação de amplitudes e períodos. Diagramas (O-C).

Capítulo 12 – Aprendendo (astro)física com as estrelas variáveis

Projetos observacionais de interesse científico real que podem ser realizados com instrumental simples. A relação período-luminosidade de Cefeidas e sua importância como indicador de distâncias. Cálculo dos parâmetros físicos das estrelas com base nas suas próprias observações visuais. Variáveis gigantes vermelhas (Miras): monitoramento de alterações nos períodos e amplitudes e seu significado astrofísico. Projetos observacionais com outros tipos de variáveis. Recomendações para futuras atividades.

No Apêndice desta monografia são encontrados os doze capítulos do Guia de Estudos na íntegra. Considerando que cada um dos capítulos do Guia foi concebido especificamente para leitura e uso de professores e alunos (que poderão usá-los isoladamente ou em sua totalidade), optamos por manter *dentro do texto de cada capítulo do Guia* a numeração progressiva dos tópicos, tabelas, figuras e equações sempre de acordo com o número do capítulo considerado. Essa numeração do Guia, naturalmente, não se confunde com aquela utilizada para designar as outras partes da presente dissertação. Da mesma forma, cada capítulo do Guia contém suas referências bibliográficas individualizadas, o que possibilita a professores e alunos a consulta direta às fontes de forma mais fácil e imediata.

6 CONCLUSÕES E CONSIDERAÇÕES FINAIS

Nossa intenção com a elaboração do Guia de Estudos “Astrofísica Estelar para o Ensino Médio” foi proporcionar aos professores e alunos desse estágio do ensino formal (e mesmo não-formal) uma abordagem empírica na qual os principais temas da Astrofísica das estrelas possam ser estudados – sempre dentro de uma metodologia pragmática, objetiva e atraente, que permita aos alunos o aprendizado efetivo de conceitos teóricos essenciais de Física, Matemática e Química mediante seu uso prático na observação, redução e análise do comportamento das estrelas variáveis ao longo do tempo. Devido à sua diversidade de tipos, acessibilidade e facilidade de observação com instrumentos modestos, esses astros se constituem em um campo ideal para o desenvolvimento das aptidões para a pesquisa em Astronomia e ciências correlatas, bem como para um primeiro treinamento dos alunos na aplicação do método científico.

Em suma, o que pretendemos foi fornecer, no âmbito da Astrofísica das estrelas, uma alternativa de **aprendizado vinculado à pesquisa** (*research-based education*) – a mesma estratégia preconizada internacionalmente por numerosos educadores contemporâneos, tais como Percy (2008 e 2010), Pasachoff (2002), Pennypacker e Asbell-Clarke (1996), Minnaert (1969) ou Schlosser, Schmidt-Kaler e Milone (1991), como sendo a mais eficaz e produtiva forma de aprender Astronomia e Ciências em geral.

Uma constatação cabal da efetividade dessa sequência didática no ensino formal brasileiro, evidentemente, estaria vinculada à sua aplicação integral por no mínimo um ano letivo completo, no contexto de uma disciplina eletiva do Ensino Médio. Afinal, várias das atividades observacionais aqui recomendadas exigem o monitoramento das magnitudes das estrelas-alvo por um intervalo de tempo não inferior a esse. Já no ensino não-formal, todavia, boa parte dos conteúdos da sequência proposta tem sido aplicada com bons resultados e aperfeiçoada continuamente pelo autor, ao longo de anos, no âmbito dos cursos sequenciais já mencionados na Introdução. Dado que esses cursos têm como pré-requisito que os alunos possuam o Ensino Médio regular, não há razões para supor que os resultados fossem diferentes quando aplicados ao ensino formal (desde que ministrados por professores com a necessária experiência em Física ou Astronomia).

Em particular, a sequência didática específica utilizada na elaboração do Guia de Estudos (para a qual já nos direcionávamos gradualmente nos anos anteriores) foi aplicada integralmente para os alunos da turma do biênio 2016-2017 dos cursos CASP/IAG já mencionados. Incorporamos os recursos disponíveis da AAVSO para redução de dados, inclusive o uso do software VSTAR, da forma como está descrito no Capítulo 11 do Guia. Os resultados foram excelentes, proporcionando uma forte motivação e um envolvimento intenso por parte dos alunos.

Consideremos um exemplo. Aos alunos do biênio 2016-2017 foi proposta uma tarefa que já havia sido sugerida às turmas anteriores¹²: o monitoramento da variável Cefeida ℓ Carinae¹³ durante três meses e a construção da respectiva curva de luz. Em 2017, um total de 80 estimativas visuais foi obtido por doze alunos¹⁴. Usando os procedimentos indicados no Capítulo 11 (item 11.2) do Guia de Estudos, bem como o software ali recomendado (VSTAR), os alunos montaram inicialmente a curva de luz da estrela; em seguida determinaram seu período com rapidez e precisão através da técnica DCDFT, obtendo 35,49 dias. O periodograma por eles obtido é visto na Figura (a), abaixo.

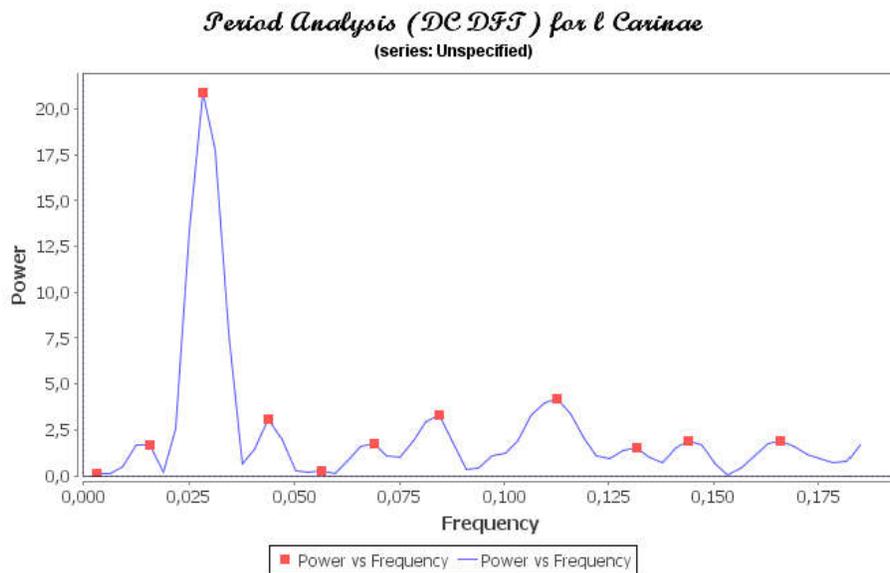


Figura (a) – Análise do período de ℓ Carinae efetuada pelos alunos. O ponto máximo indica uma frequência de 0,028177, que corresponde a um período de 35,49 dias. (Créditos do autor.)

Num passo seguinte, utilizando o mesmo software VSTAR, foi montado o diagrama de fase a partir do período de 35,49 dias calculado. O diagrama de fase obtido pelos alunos pode ser visualizado na Figura (b):

¹² Um exemplo dos resultados desse mesmo exercício para uma turma anterior (sem o uso do software VSTAR) é visto no item 12.1.4 do Capítulo 12 do Guia de Estudos.

¹³ Na constelação de Carinae existem duas estrelas que foram designadas originalmente por Bayer em 1603 pela letra “L” do alfabeto latino. Uma delas (L Carinae, com L maiúsculo) é uma estrela comum e não apresenta interesse especial. A segunda (I Carinae) é exatamente a estrela variável que está sob estudo, e que será mencionada por várias vezes no presente capítulo e no capítulo 12. Para evitar eventuais confusões entre a letra “l” minúscula e o algarismo romano “l”, usaremos neste trabalho a grafia ℓ Carinae (ou ℓ Car) para designar a estrela em questão.

¹⁴ Clayton Santos (monitor), Camila Oliveira, Denis Kuhl, Fernando Parmegiani, João Urbano, Ligia Barnabé, Lucas Tulio, Marcelo Bastos, Mario Sergio da Silva, Renata Treü, Ricardo Franco, Richard Neves.

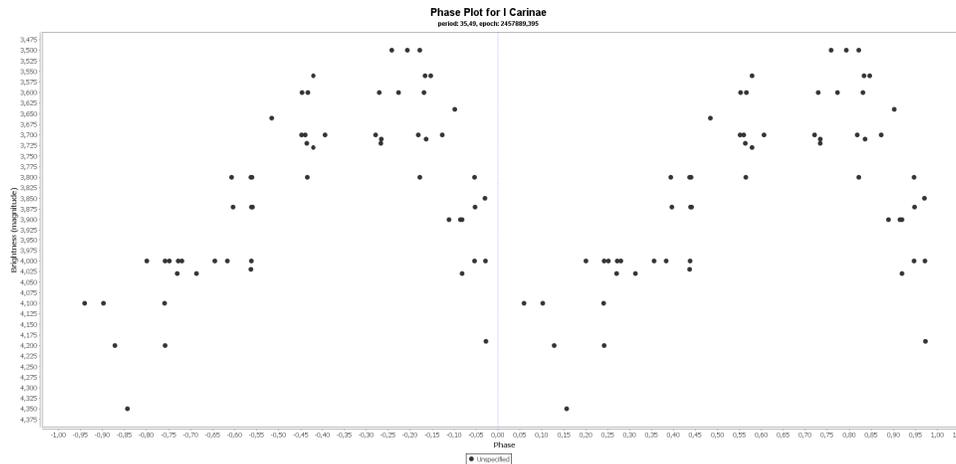


Figura (b) – Diagrama de fase obtido pelos alunos para ℓ Carinae a partir do período de 35,49 dias. Percebe-se a consistência dos dados pelo aspecto cíclico da curva. (Créditos do autor.)

Em uma etapa posterior, e utilizando os procedimentos e equações vistos no Capítulo 12 (item 12.1.4) do Guia de Estudos, que descreve a relação período-luminosidade das variáveis Cefeidas, os alunos usaram o período de 35,49 dias obtido para calcular a distância de ℓ Carinae, que resultou ser de 552 parsec.

Com esse resultado, e usando a seguir as equações vistas no Capítulo 12 (item 12.1.5) para o cálculo dos parâmetros físicos da estrela, os alunos determinaram sua luminosidade (12,1 vezes a solar), massa (6,2 vezes a do Sol), raio (168 vezes o solar) e temperatura (4.677 K).

Para finalizar o experimento, promovemos uma discussão com os alunos na qual foi realizada uma comparação entre os resultados por eles calculados com base em suas próprias observações com os valores disponíveis no banco de dados da AAVSO e na literatura especializada, como DAVIS et al. (2009). A boa concordância entre os resultados foi considerada altamente estimulante por todos. Por exemplo, o período dado no banco de dados da AAVSO é de 35,55 dias, contra o período de 35,49 dias obtido pelo grupo; a distância e o raio de ℓ Carinae dadas em Davis et al. (2009) são respectivamente de $(525 \pm 26$ parsec) e (169 ± 8) raios solares, contra 552 pc e 168 R_{\odot} calculados pelos alunos; e assim por diante.

Talvez mais do que os resultados em si, foi gratificante para nós constatar a forma com que a produtividade e a motivação dos alunos foram incrementadas quando confrontados com o desafio do aprendizado baseado em um *projeto real de pesquisa*. Em todo esse processo, procuramos atuar exclusivamente como um orientador crítico, fornecendo aos alunos as fontes e os recursos necessários para analisarem, interpretarem e fixarem as estratégias para resolver esse desafio, sem, todavia, fazê-lo por eles. Acreditamos estar assim seguindo a linha recomendada por Percy (2008),

Delizoicov e Angotti (1994), e vários outros educadores já mencionados neste trabalho. São essas as diretrizes que consideramos mais efetivas e recompensadoras para professores e alunos no ensino da Astronomia – e que recomendamos a todos os que desejarem adotar o mesmo princípio de aprendizado vinculado à pesquisa.

%%%%%%%%%

REFERÊNCIAS

BISCH, S.M. *Astronomia no Ensino Fundamental: natureza e conteúdo do conhecimento de estudantes e professores*. Tese de doutorado, Faculdade de Educação da Universidade de São Paulo, 1998.

BRASIL. *PCN+ Ensino Médio: orientações educacionais complementares aos Parâmetros Curriculares Nacionais — Ciências da Natureza, Matemática e suas tecnologias*. Brasília: MEC/SEMTEC, 2002.

BRASIL. Secretaria de Educação Média e Tecnologia. *Parâmetros Curriculares Nacionais: terceiro e quarto ciclos do Ensino Fundamental – Ciências Naturais*. Brasília: MEC/SEMTEC, 1998.

BRETONES; MEGID NETO. An analysis of papers on Astronomy education in proceedings of IAU meetings from 1988 to 2006. *Astronomy Education Review*, v. 10, n. 1, 2011. Disponível em: <<http://portico.org/stable?au=pgg3ztf8766>>. Acesso em: 2 de outubro de 2017.

CANALLE, J.B.G. et al. A XII Olimpíada Brasileira de Astronomia e Astronáutica no Ano Internacional da Astronomia. 2010. Disponível em: <[http://www.oba.org.br/sisglob/sisglob_arquivos/historico%20da%20oba/Relatorio%20da%20XII%20OBA%20\(8\).pdf](http://www.oba.org.br/sisglob/sisglob_arquivos/historico%20da%20oba/Relatorio%20da%20XII%20OBA%20(8).pdf)>. Acesso em: 2 de outubro de 2017.

CANALLE, J.B.G.; TREVISAN, R.H.; LATTARI, C.J.B. Análise do conteúdo de Astronomia de livros de Geografia de 1º grau. *Caderno Catarinense de Ensino de Física*, v. 14, n. 3, 1997.

DAMINELI, A.; NAPOLEÃO, T.A. Avaliação das atividades do Ano Internacional da Astronomia 2009 no Brasil. XXXV Reunião Anual da Sociedade Astronômica Brasileira. In: *Boletim SAB*, v. 29, n. 1, 2010. Disponível em: <https://www.sab-astro.org.br/wp-content/uploads/2017/02/Boletim_SAB_2010.pdf>. Acesso em: 2 de outubro de 2017.

DAVIS, J., et al. Observations of the pulsation of the Cepheid ℓ Car with the Sydney University stellar interferometer. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 394:3, p. 1627, 2009. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2009MNRAS.394.1620D>>. Acesso em: 28 de agosto de 2017.

De JAGER, C. In memoriam Marcel Gilles Jozef Minnaert. *Astrophysics and Space Science*, v. 10, p. 183, 1971. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1971Ap%26SS..10..183>>. Acesso em: 15 de setembro de 2017.

DELIZOICOV, D. Ensino de Física e a concepção freireana da educação. *Revista Brasileira de Ensino de Física*, v. 5 n. 2, p. 85-98, 1983. Disponível em: <<http://www.sbfisica.org.br/rbef/edicoes.shtml>>. Acesso em: 11 de outubro de 2017.

DELIZOICOV, D.; ANGOTTI, J.A. *Metodologia do ensino de ciências*. São Paulo: Cortez, 1994, coleção Magistério – 2^o grau (reimpressão da primeira edição publicada em 1990).

DORAN, R. et al. Astrophysics datamining in the classroom: exploring real data with new software tools and robotic telescopes. 2012. Disponível em: <<https://arxiv.org/abs/1202.2764>>. Acesso em: 22 de setembro de 2017.

DORAN, R.; PENNYPACKER, C.; FERLET, R. The Galileo Teacher Training Program global efforts. *ASP Conference Series*, v. 457, p. 155-9, 2012. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2012ASPC..457..155D>>. Acesso em: 22 de setembro de 2017.

FIDÊNCIO NETO, M. *Atividades didáticas observacionais com telescópios operados remotamente*. Dissertação de mestrado profissional em Ensino de Astronomia, Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da Universidade de São Paulo, 2017. Disponível em: <http://www.iag.usp.br/pos/sites/default/files/d_messias_f_netto_corrigida.pdf>. Acesso em: 7 de outubro de 2017.

GIACOMINI, A., MUENCHEN, C. Os três momentos pedagógicos como organizadores de um processo formativo: algumas reflexões. *Revista Brasileira de Pesquisa em Educação em Ciências*, v. 15, n. 2, 2015.

GOUGUENHEIM, L.; McNALLY, D.; PERCY, J.R. (eds.). *New trends in Astronomy teaching. Proceedings of IAU Colloquium 162*. Cambridge: Cambridge University Press, 1998.

HORVATH, J. E. Uma proposta para o ensino da Astronomia e Astrofísica Estelares no Ensino Médio. *Revista Brasileira de Ensino de Física*, v. 35, n. 4, p. 4501, 2013. Disponível em: <<http://www.scielo.br/pdf/rbef/v35n4/a12v35n4.pdf>>. Acesso em: 3 de outubro de 2017.

KLECZEK, J. (ed.). *Exercises in Astronomy*. Dordrecht: D. Reidel Publishing Co., p. 5-337, 1987.

KUENZI, J.J. Science, Technology, Engineering, and Mathematics (STEM) education: background, federal policy, and legislative action. *CRS Reports*, #35. Washington: Congressional Research Service, 2008.

LANGHI, R. *Astronomia nos anos iniciais do Ensino Fundamental: repensando a formação de professores*. Tese de doutorado, Universidade Estadual Paulista (UNESP), 2009.

LANGHI, R. Educação em Astronomia: da revisão bibliográfica sobre concepções alternativas à necessidade de uma ação nacional. *Caderno Brasileiro de Ensino de Física*, v. 28, n. 2, p. 373-99, 2011.

LANGHI, R. *Um estudo exploratório para a inserção da Astronomia na formação de professores dos anos iniciais do Ensino Fundamental*. Dissertação de mestrado, Universidade Estadual Paulista (UNESP), 2004.

LANGHI, R.; NARDI, R. *Educação em Astronomia: repensando a formação de professores*. São Paulo: Grupo Editorial Escrituras, 2012.

LANGHI, R.; NARDI, R. Ensino da Astronomia no Brasil: educação formal, informal, não-formal e divulgação científica. *Revista Brasileira de Ensino de Física*, v. 31, n. 4, p. 4402, 2009. Disponível em: <<http://www.scielo.br/pdf/rbef/v31n4/v31n4a14.pdf>>. Acesso em: 1 de outubro de 2017.

LEITE, C. et al. Astronomia na Educação Básica: O ensino de Astronomia no Brasil colonial, os programas do Colégio Pedro II, os Parâmetros Curriculares Nacionais e a formação de professores. In: MATSUURA, O. (ed.), *História da Astronomia no Brasil*, cap. 15. Recife: MAST/MCTI, Cepe Editora e Secretaria de Ciência e Tecnologia de Pernambuco, 2013. Uma versão digital da obra está disponível em: <<http://www.mast.br/index.php/publicacoes.html>>. Acesso em: 15 de setembro de 2017.

LEITE, C.; HOSOUME, Y. Astronomia nos livros didáticos de ciências da 1a. à 4a. séries do Ensino Fundamental. Simpósio Nacional de Ensino de Física, 13, São Paulo, 1999. *Caderno de resumos e programação*. São Paulo: SBF, 1999.

MARSCHALL, L.A. Bringing the Universe into the laboratory – Project CLEA: contemporary laboratory exercises in Astronomy. In: GOUGUENHEIM, L; McNALLY, D.; PERCY, J.R. (eds.), *New trends in Astronomy teaching*. IAU Colloquium 162, realizado na University College London e Open University. Cambridge: Cambridge University Press, p. 79-87, 1998.

MATTEI, J.A. et al. Hands-on Astrophysics: variable stars in the Math/Science lab. In: PERCY, J.R. (ed.), *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, v. 189. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific (ASP), p. 247-8, 1996. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1996ASPC...89..247M>>. Acesso em: 22 de setembro de 2017.

MATTEI, J.A.; PERCY, J.R. Hands-on Astrophysics: variable stars in Math, Science and Computer education. *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, v. 220, p. 296-8, 2000. Disponível em: <<http://www.aspbbooks.org/publications/220/296.pdf>>. Acesso em: 22 de setembro de 2017.

MINNAERT, M.G.J. Discussion on the teaching of Astronomy: preliminary report. *Transactions of the International Astronomical Union*, v. 12B, p. 629, 1966. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1966IAUTB..12..629M>>. Acesso em: 15 de setembro de 2017.

MINNAERT, M.G.J. *Practical work in elementary Astronomy*. Dordrecht: D. Reidel Publishing Co., p. xi-xiii, 1969.

MUELLER, E.A. The Commission on the Teaching of Astronomy of the International Astronomical Union. *Annals of the New York Academy of Sciences*, v. 198:1, p. 66-7, 1972.

MUENCHEN, C.; DELIZOICOV, D. Os três momentos pedagógicos e o contexto de produção do livro "Física". *Ciência e Educação* v. 20, n. 3, p. 617-38. Bauru: Universidade Estadual Paulista (UNESP), 2014. Disponível em: <<http://www.scielo.br/pdf/ciedu/v20n3/1516-7313-ciedu-20-03-0617.pdf>>. Acesso em: 3 de outubro de 2017.

NARLIKAR, J. Curriculum for the training of astronomers. In: PASACHOFF, J.M.; PERCY, J.R. (eds.), *The Teaching of Astronomy*, p.7-10. Cambridge: Cambridge University Press, 1990.

NARLIKAR, J.; HOYLE, F. *The Physics-Astronomy frontier*. San Francisco: W.H. Freeman and Company, 1980.

NRC (NATIONAL RESEARCH COUNCIL, USA). National Science Education Standards. 1996. Disponível em: <<https://www.csun.edu/science/ref/curriculum/reforms/nses/nses-complete.pdf>>. Acesso em: 23 de setembro de 2017.

PASACHOFF, J.M. What should college students learn? Phases and seasons? Is less more or is less less? *Astronomy Education Review*, v. 1, n. 1, p. 124-30, 2002. Disponível em: <<http://portico.org/stable?au=pgg3ztf6sgx>>. Acesso em: 2 de outubro de 2017.

PASACHOFF, J.M.; PERCY, J.R. (eds.). *Teaching and learning Astronomy: effective strategies for educators worldwide*. Cambridge: Cambridge University Press, 2005.

PASACHOFF, J.M.; PERCY, J.R. (eds.). *The teaching of Astronomy. Proceedings of the 105th Colloquium of the International Astronomical Union*. Cambridge: Cambridge University Press, 1990.

PASACHOFF, J.M.; ROS, R.M.; PASACHOFF, N. (eds.). *Innovation in Astronomy education*. Cambridge: Cambridge University Press, 2008.

PENNYPACKER, C.; ASBELL-CLARKE, J. Hands-on Astronomy for education. *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, v. 89, p. 61-5, 1996. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1996ASPC...89...61P>>. Acesso em: 22 de setembro de 2017.

PERCY, J.R. Learning Astronomy by doing Astronomy. In: PASACHOFF, J.M.; ROS, R.M.; PASACHOFF, N. (eds.), *Innovation in Astronomy education*. Cambridge: Cambridge University Press, p. 13-22, 2008.

PERCY, J.R. Teaching and learning Astronomy. In: LEÓN, M. de; DIEGO, D.M. de; ROS, R.M. (eds.), *Mathematics and Astronomy: a joint long journey. Proceedings of the International Conference, Madrid, 2009*. Melville, NY: American Institute of Physics, v. 1283, p. 46-56, 2010. Disponível em: <<http://www.astro.utoronto.ca/~percy/madrid.pdf>>. Acesso em: 19 de setembro de 2017.

PERCY, J.R. *Understanding variable stars*. Cambridge: Cambridge University Press, p. 324-7, 2007.

PERCY, J.R.; MATTEI, J.A. Variable stars in your classroom. *Journal of the Royal Astronomical Society of Canada*, v. 92, p. 322-4, 1998. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1998JRASC..92..322P>>. Acesso em: 9 de setembro de 2017.

SADLER, P.M.; LUZADER, W.M. Science teaching through its astronomical roots. In: PASACHOFF, J.M.; PERCY, J.R. (eds.), *The teaching of Astronomy*. Cambridge: Cambridge University Press, 1990.

SCHIVANI, M. *Educação não-formal no processo de ensino e difusão da Astronomia: ações e papéis dos clubes e associações de astrônomos amadores*. Dissertação de mestrado, Instituto de Física da Universidade de São Paulo, Departamento de Física Experimental, 2010.

SCHLOSSER, W.; SCHMIDT-KALER, T.; MILONE, E.F. *Challenges of Astronomy: hands-on experiments for the sky and laboratory*. New York: Springer-Verlag, p. 1-236, 1991.

%%%%%%%%%

APÊNDICE: GUIA DE ESTUDOS “ASTROFÍSICA ESTELAR PARA O ENSINO MÉDIO”

Guia de estudos “Astrofísica Estelar para o Ensino Médio”

Capítulo 1 – Muito além do Sistema Solar

1.1 Introdução

O que é uma estrela? Por que as estrelas brilham? A que distâncias se encontram? Qual o seu tempo de vida? Como é possível conhecermos suas características, como massas, dimensões, luminosidades, temperaturas, idades ou composições químicas? Sabemos que – ao contrário do que ocorre com outras ciências, como, por exemplo, a Biologia ou a Mineralogia – para estudarmos as estrelas não dispomos de fósseis ou de amostras que possam ser analisadas ou testadas em laboratório. E há ainda outras limitações: além das imensas distâncias às quais as estrelas se encontram, os seus interiores estão totalmente inacessíveis à observação direta. De que forma, então, conseguimos estudar as estrelas? Embora muitas dessas perguntas já venham sendo feitas há milênios por nossos antepassados ao contemplar aqueles pontos luminosos no céu noturno, foi só há menos de dois séculos, com o desenvolvimento da Astrofísica, que começamos a respondê-las.

A Física das estrelas – ou Astrofísica Estelar – é essencial para compreendermos o Universo, suas origens e seu provável destino. Seu estudo nos permite também entender questões fundamentais do dia a dia, como a produção de energia que permite a vida em nosso planeta, ou a origem dos elementos químicos que constituem a matéria de nossos corpos e de tudo o que nos cerca.

Embora à primeira vista esse estudo possa parecer complexo, inacessível ou privilégio dos grandes observatórios e dos pesquisadores teóricos, é perfeitamente possível, através de uma abordagem empírica baseada na observação visual regular do céu (em particular, de uma classe de estrelas chamadas “estrelas variáveis”), com instrumentos modestos e suplementada pela matemática do Ensino Médio, a construção de um quadro básico sobre a Astrofísica Estelar. Esse é o propósito do presente trabalho.

Neste primeiro capítulo, iniciaremos fornecendo o contexto histórico no qual a Astrofísica Estelar se desenvolveu desde meados do século XIX. A seguir, procuraremos responder à questão “onde as estrelas se encontram?”, introduzindo uma noção das distâncias astronômicas, representadas inicialmente a partir de um modelo em escala do Sistema Solar, ampliado a seguir para as estrelas da Via Láctea. São apresentadas as unidades de medida de distâncias astronômicas, bem como a indispensável notação científica. Ao final do capítulo, são propostas diversas atividades didáticas, discussões em sala e exercícios para visualizar as escalas (espacial e temporal) do Universo.

1.2 Uma breve história da Astrofísica Estelar

Costuma-se dizer com frequência que a Astronomia é a mais antiga das ciências, e isso provavelmente é bem verdadeiro. Datam de mais de cinco mil anos atrás as evidências dos primeiros calendários astronômicos no Egito e na Suméria, e há indícios de que, muito antes disso (ainda no início do período Neolítico), nossos ancestrais pré-históricos já conheciam certos fenômenos celestes, sabendo mesmo se orientar e estimar a hora do dia pela altura do Sol sobre o horizonte. É provável que a Astronomia antiga tenha nascido por necessidades práticas de sobrevivência desses homens primitivos (PANNEKOEK, 1989, p. 19-22). No entanto, esse tradicional ramo da Astronomia (que conhecemos hoje como Astronomia Fundamental, ou Astronomia de Posição) tem como objetivo apenas medir as posições e os movimentos dos astros; nada se questiona ou se infere sobre sua natureza intrínseca, física ou química. Foi exatamente sob essa forma e com essas limitações que a Astronomia atravessou a Antiguidade, a Idade Média e até mesmo a Renascença. Na verdade, até fins do século XVIII quase nada se sabia sobre a real natureza das estrelas ou do próprio Universo.

Nada do que foi dito até agora se aplica à Astrofísica. Ao contrário da Astronomia Fundamental, a Astrofísica é uma ciência muito recente, com menos de dois séculos de existência. Seu desenvolvimento se iniciou na primeira metade do século XIX, e desde então tem se acelerado de forma quase vertiginosa. Foi a Astrofísica que nos permitiu enfim alargar nosso conhecimento sobre o Universo e suas fronteiras. Desde então podemos ver, combinadas e trabalhando conjuntamente, as ciências da Física teórica e da observação astronômica (com uma boa dose de ajuda da tecnologia emergente à época da Revolução Industrial). Essa sinergia entre teoria e experimentação, aliás, é a própria essência do método científico: essas são as duas pernas sobre as quais a Ciência caminha.

Até inícios do século XIX, o estudo das chamadas “estrelas fixas” era relegado a segundo plano, não atraindo muito a atenção dos astrônomos da época. Por muitos séculos, elas foram consideradas apenas como uma espécie de “pano de fundo”, contra o qual os astrônomos antigos podiam medir as posições e movimentos da Lua e dos planetas – que era o que realmente lhes interessava. Eventualmente, algumas poucas estrelas apresentavam mudanças periódicas de brilho, que eram percebidas por observadores isolados, porém sem despertar grande surpresa ou interesse: entre essas, a estrela Omicron Ceti (também chamada de “Mira”, ou “a Maravilhosa”), foi observada por David Fabricius (1564-1617) em 1596 e depois por Johann Holwarda (1618-1651) em 1638; em ambos os casos, a estrela havia passado de facilmente observável para a invisibilidade em poucos meses. Outra delas, Beta Persei (que conhecemos também como “Algol”, ou a “Estrela do Demônio” em árabe) teve suas variações de brilho, que se dão a cada três dias, registradas em 1672 por Geminiano Montanari, em Bolonha. Onze dessas estrelas (que hoje denominamos “estrelas

variáveis”) haviam sido identificadas até o fim do século XVIII (HOFFLEIT, 1997). Porém, por mais estranho que pareça, nenhuma havia despertado interesse suficiente para estimular sua observação regular e sistemática, com a finalidade de compreender as razões de sua variação de brilho. E, além das duas “estrelas novas” (fenômeno que hoje conhecemos por supernovas) que haviam sido observadas por Tycho Brahe (1546-1601) no ano de 1572 e por Johannes Kepler (1571-1630) em 1604, isso era praticamente tudo o que se sabia sobre tais estrelas.

Um dos mais importantes precursores da Astrofísica Observacional foi um músico e astrônomo amador nascido na Alemanha e emigrado para a Inglaterra aos dezenove anos. Seu nome era William Herschel (1738-1822). Garantindo sua subsistência com o cargo de organista da Octagon Chapel, na cidade inglesa de Bath (HOSKIN, 2011), Herschel dedicava todo o seu tempo disponível (inclusive, segundo a lenda, os intervalos de seus concertos) à observação do céu. Hábil óptico, Herschel construiu dezenas de telescópios, havendo descoberto o planeta Urano com um deles no ano de 1781. Por esse feito, recebeu o título de “Astrônomo de Sua Majestade” e uma bolsa vitalícia do rei George III, o que lhe permitiria abandonar o ofício de músico e mudar-se no ano seguinte para Datchet, e logo a seguir para Slough (ambas pequenas cidades nas proximidades do castelo real de Windsor) para dedicar-se inteiramente à Astronomia. A partir daí e até sua morte (sempre com a ajuda de sua irmã Caroline), William Herschel foi um observador incansável: entre outros feitos, ele descobriu as nebulosas planetárias, objetos que hoje sabemos serem os estágios finais da evolução de estrelas como o Sol; conjecturou sobre essa evolução (na maior parte dos casos, corretamente); mapeou a Via Láctea e estudou sua natureza; identificou a existência da radiação infravermelha; descobriu centenas de estrelas binárias e múltiplas, publicando os três primeiros catálogos desses sistemas estelares em 1782, 1784 e 1821, contendo respectivamente 269, 484 e 145 objetos (MacEVOY, 2011); descobriu e catalogou milhares de objetos difusos como nebulosas, galáxias e aglomerados (conhecidos também pela expressão inglesa *deep sky objects*), publicando em 1786, 1789 e 1802 três catálogos, abrangendo um total de 2.500 desses objetos. Os três catálogos de William Herschel, suplementados pelos 4.021 objetos descobertos posteriormente por seu filho, o não menos notável astrônomo John Herschel (1792-1871), constituiriam a base para a edição, em 1888, por John Louis Emil Dreyer (1852-1926), do *New General Catalogue of Nebulae and Clusters of Stars* (NGC), usado amplamente até os dias de hoje (STEINICKE, 2016).

Bem menos conhecida, todavia, é a contribuição fundamental de William Herschel para o desenvolvimento da fotometria visual – a medição precisa dos brilhos aparentes das estrelas. Em uma detalhada análise dos trabalhos científicos de Herschel publicada em 1881, Edward Holden relata:

Nenhuma pesquisa de Herschel foi mais laboriosa do que a elaborada classificação das estrelas de acordo com seus brilhos comparativos, que ele executou entre os anos de 1796 a 1799. Ela estava diretamente em linha com sua obra maior, de desvendar a construção dos céus (HOLDEN, 1881, tradução nossa).

Examinando a metodologia usada por Herschel, não é exagero afirmar que ele lançou as bases da técnica de fotometria visual, que só seriam aperfeiçoadas meio século depois por F.W. Argelander (1799-1875). Uma prova disso veio à tona em 1884, quando Edward Pickering (1846-1919), renomado astrônomo que era então diretor do Harvard College Observatory, comunicou a descoberta de uma série de observações de estrelas variáveis feitas por Herschel entre 1795 e 1797. Pickering escreveu:

É evidente que essas observações formarão daqui para diante um teste muito valioso da correção de qualquer lei presumida, pois em muitos casos elas precedem por mais de meio século qualquer outra observação dessas estrelas com o mesmo grau de precisão (PICKERING, 1884, tradução nossa).

Enquanto Herschel e outros observadores aperfeiçoavam as técnicas de fotometria, outra poderosa ferramenta para entender a natureza das estrelas começava a ser desenvolvida: a espectroscopia. A rigor, a história dessa técnica teve início um século e meio antes: já no ano de 1666, com apenas 24 anos, Sir Isaac Newton (1642-1727), usando um prisma, havia decomposto a luz solar nas suas diversas cores componentes – aquilo a que chamou de espectro¹⁵. Newton elaborou ainda uma teoria sobre a luz baseada em sua natureza corpuscular, apresentando-a em 1672 – que foi refutada por outro gênio da época, o holandês Christiaan Huygens (1629-1695), que propôs que a luz deveria ter uma natureza ondulatória, ao contrário do que Newton postulava. Curiosamente, sabemos hoje que ambas as concepções estavam essencialmente corretas, porém essa controvérsia só seria encerrada no início do século XIX, com os trabalhos de Thomas Young (1773-1829) e Augustin Fresnel (1788-1827). Embora o debate entre os dois gênios tenha sido ameno e respeitoso (MOURA, 2016), Newton abandonaria o estudo da luz poucos anos mais tarde, nunca mais voltando ao assunto. E, talvez também por isso, a espectroscopia teria de esperar ainda cento e cinquenta anos para se desenvolver.

Já no ano de 1814, um jovem óptico alemão, Josef von Fraunhofer (1787-1826), experimentando diversos tipos de prismas de vidro, notou que o espectro do Sol apresentava um grande número de linhas muito finas (mais de 500) que o cruzavam. Intrigado, Fraunhofer tentou múltiplas combinações diferentes de vidros e desenhos de prismas, até concluir finalmente, em 1817, que “as linhas pertencem à natureza da luz solar, e não são causadas por difrações ou aparências” (PANNEKOEK, 1989, p. 330).

¹⁵ Os experimentos de Newton são descritos no Livro I de seu livro *Opticks*, publicado em 1704. Uma tradução dessa obra para o português foi publicada pela Edusp em 1996 (ver Referências bibliográficas).

Fraunhofer era também astrônomo amador, e procurou identificar (com sucesso) linhas em espectros de estrelas brilhantes: Sirius, Castor, Pollux, Capella, Betelgeuse e Procyon; ele notou, entretanto, que a maior parte dessas linhas eram diferentes daquelas do espectro solar, que ele havia medido com cuidado e nomeado de A até K. Vitimado por uma tuberculose, porém, Fraunhofer morreu cedo, e nunca chegou a compreender qual era a causa das linhas espectrais (até hoje chamadas linhas de Fraunhofer) que ele havia observado.

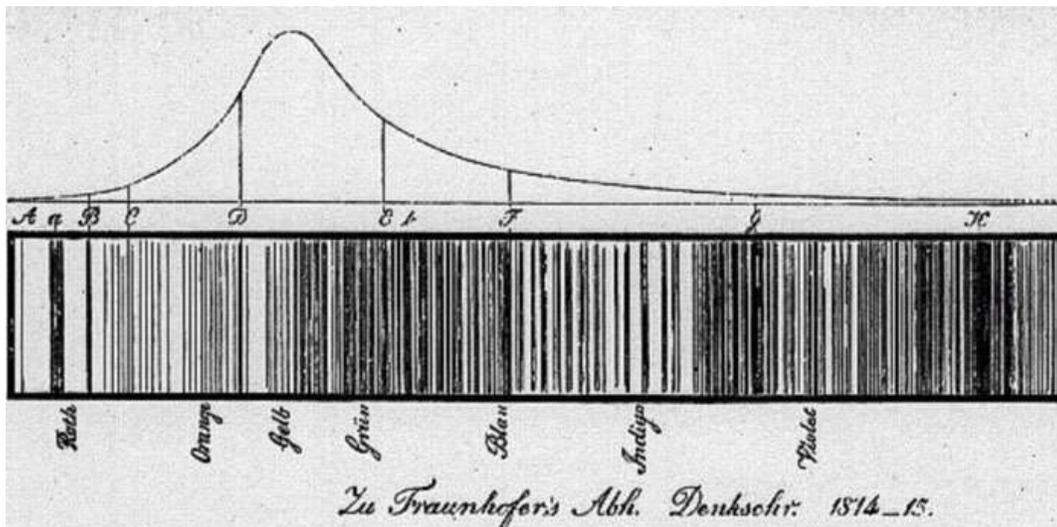


Figura 1.1 – Espectro solar com as linhas de absorção descobertas e nomeadas por Fraunhofer. Na parte superior, a curva mostra a intensidade da luz solar em diversas regiões do espectro. (Desenho original de Fraunhofer, Denkschriften der Münchner Akademie.)

A solução desse enigma estava reservada a um físico teórico e um químico, ambos também alemães: Gustav Kirchhoff (1824-1887) e Robert Bunsen (1811-1899), no ano de 1859. Três anos antes, Bunsen havia inventado um engenhoso bico de gás, hoje conhecido em todos os laboratórios químicos como “bico de Bunsen”, e cuja característica é a mistura do ar com o gás natural na base do queimador, permitindo a obtenção de uma chama azul na base e incolor no topo. Assim, quando se aquece no bico de Bunsen qualquer elemento químico, a cor emitida corresponde ao próprio elemento, e não à chama. Trabalhando em seu laboratório em Potsdam, os dois cientistas tiveram a feliz ideia de passar através de um prisma de vidro a luz emitida por diversos elementos químicos aquecidos pelo bico. E ficaram atônitos com o resultado: o espectro de cada elemento químico mostrava um conjunto de linhas de emissão brilhantes, sempre nos mesmos comprimentos de onda para aquele elemento – formando um padrão único e característico dele. Mas as linhas obtidas por eles no laboratório eram brilhantes (de emissão), enquanto as de Fraunhofer eram escuras (de absorção). Para comparar as linhas de emissão com as de absorção, Kirchhoff passou a luz solar através de vapor de sódio, confirmando que as duas fortes linhas de absorção D1 e D2 do espectro de Fraunhofer eram as mesmas duas linhas brilhantes que

apareciam no espectro de emissão do sódio. Ele repetiria a experiência com linhas de cálcio, magnésio, cromo, cobalto, zinco, ferro, níquel e bário, identificando dessa forma a presença desses elementos no Sol e compreendendo a natureza das linhas de absorção (CLERKE, 1893). Posteriormente, ele identificaria todas as linhas de absorção solar denominadas originalmente por Fraunhofer de A até K. As experiências de Kirchhoff lhe permitiriam também formular suas três leis empíricas da espectroscopia. Estava claro agora para ele o imenso potencial de suas descobertas: era perfeitamente possível determinar a composição química das estrelas. Analisando seus espectros, bastaria identificar as linhas correspondentes aos elementos químicos cujos comprimentos de onda haviam sido previamente medidos em laboratório: a presença das linhas (as "impressões digitais") de algum deles no espectro indicaria que aquele elemento existia na estrela. A ligação entre a física na Terra e a luz das estrelas tinha sido estabelecida, e o caminho para o desenvolvimento da Astrofísica Estelar estava finalmente aberto.

Daí para diante, as descobertas se sucederam vertiginosamente: além dos próprios Kirchhoff e Bunsen, vários astrônomos passaram a trabalhar com a recém-nascida ferramenta da análise espectral. Entre eles estavam, em especial, Sir William Huggins (1824-1910), na Inglaterra, e o padre jesuíta Angelo Secchi (1818-1878), no Observatório do Vaticano. Huggins, trabalhando com sua esposa, Lady Margaret Lindsay Huggins (1848-1915), identificou, já em 1862, a presença de ferro, magnésio, sódio, cálcio e bismuto nas estrelas Aldebaran e Betelgeuse; em 1864, obteve o primeiro espectro de uma nebulosa planetária. Em 1868, observando Sirius, o casal Huggins notou que as linhas espectrais apresentavam desvio para o vermelho, e propôs que o desvio poderia ser usado para medir a velocidade radial da estrela. Eles ainda estabeleceram a primeira distinção entre nebulosas e galáxias, ao mostrar que algumas das então chamadas "nebulosas" (como a Nebulosa de Orion) possuem espectros de emissão pura característicos de gás, enquanto outras, como a Galáxia de Andrômeda, têm as características espectrais de estrelas (BECKER, 1993).

No Observatório do Vaticano, o padre Angelo Secchi, entre 1863 e 1868, dedica-se a um vastíssimo trabalho de identificação de linhas espectrais em nada menos que quatro mil estrelas, classificando-as posteriormente em quatro tipos básicos e alguns intermediários. O trabalho do padre Secchi foi a base para a classificação espectral moderna, sendo ampliado drasticamente nos anos seguintes por Edward Pickering e sua fabulosa equipe de jovens astrônomas do Harvard College Observatory, que executaram o gigantesco trabalho de analisar, espectro por espectro, fotografia por fotografia, as linhas espectrais de centenas de milhares de estrelas e classificá-las (inicialmente partindo dos critérios de Secchi). Entre essas talentosas jovens estavam Williamina Fleming (1857-1911), Henrietta Swan Leavitt (1868-1921), Antonia Maury (1866-1952) e Annie Jump Cannon (1863-1941). Em capítulos posteriores, poderemos

avaliar a imensa importância dos trabalhos dessas mulheres para o desenvolvimento da Astrofísica contemporânea.

Antes do fim do século XIX, o grupo de Harvard já havia determinado os parâmetros de mais de dez mil estrelas; em 1924, nada menos que 225.300 estrelas, consolidadas no *Henry Draper Catalogue (HD)*, que foi o primeiro catálogo espectral em grande escala e a origem da classificação espectral moderna, usada até os dias de hoje. A Astrofísica Estelar enfim estava atingindo sua plenitude.

Nas décadas que se seguiram e durante todo o século XX, os trabalhos de brilhantes físicos teóricos como Max Planck (1858-1949), Albert Einstein (1879-1955), Ernest Rutherford (1871-1937), Niels Bohr (1885-1962), Erwin Schrödinger (1887-1961), Werner Heisenberg (1901-1976) e muitos outros se uniram aos de eminentes astrônomos observacionais como Harlow Shapley (1885-1972), Ejnar Hertzsprung (1873-1967), Jan Oort (1900-1992), Henry Norris Russell (1877-1957) e Edwin Hubble (1889-1953) para desvendar não só os segredos das estrelas, mas também os das galáxias e do próprio Universo – desde a escala cosmológica até a atômica. A Astrofísica se consolidava e se aliava a outras grandes vertentes da Física moderna, como a Teoria da Relatividade, a Física de Partículas e a Mecânica Quântica, para construir o imenso edifício da Física contemporânea. Nos próximos capítulos, iremos estudar, de forma simplificada, algumas das conclusões que esses grandes cientistas nos legaram, tendo as estrelas variáveis como nossas guias. Porém, antes disso, vamos tentar visualizar as distâncias reais às quais as estrelas se encontram.

1.3 Um modelo do Sistema Solar... e além!

Não é necessário ser um astrônomo profissional para imaginar que o Universo é um lugar *realmente grande*: nosso senso comum já indica isso, quando observamos o céu noturno. Mesmo para o leigo, a Lua, os planetas e as estrelas que vemos nos parecem estar muito distantes. Mas uma pergunta nos vem de imediato: quão distantes estão esses astros? Quais as dimensões do Universo conhecido? Como podemos visualizar essas dimensões usando apenas nossa percepção do dia a dia?

Uma primeira ideia seria construirmos um modelo, em uma escala compatível com as dimensões às quais estamos familiarizados em nossa vida cotidiana, na qual a maior parte dos objetos e distâncias é medida em centímetros, metros ou quilômetros. Alguns exemplos: os populares carrinhos de brinquedo para crianças são geralmente construídos em escalas que variam entre 1:18 e 1:72. Já as grandes maquetes urbanas, que representam toda uma cidade, usam escalas que vão até 1:5.000 ou mais!¹⁶

¹⁶ Ver, por exemplo, a gigantesca maquete de Shanghai existente no Shanghai Urban Planning Exhibition Center (Centro de Exposições de Planejamento Urbano) dessa cidade, que foi construída em uma escala de 1:7.000. Disponível em: <https://en.wikipedia.org/wiki/Shanghai_Urban_Planning_Exhibition_Center>. Acesso em: 15 de março de 2017.

Que escala usaríamos para nosso modelo? Podemos pensar, por exemplo, em representar nosso Sol por uma pequena esfera com diâmetro de 14 cm (pouco menor que a palma da mão de um adulto, ou mais ou menos do tamanho de uma bola de futebol de salão). Por que essa medida? Ora, sabemos que o diâmetro solar real é de cerca de 1,4 milhões de km (ou 140.000.000.000 cm)¹⁷. Nessas condições, nossa escala seria dada pela divisão 14 cm / 140.000.000.000 cm, ou seja, um para dez bilhões!

Bem, à primeira vista, isso parece conveniente: nessa escala, os planetas menores (Mercúrio, Vênus, Terra e Marte) teriam suas dimensões entre as de um grão de poeira e um grão de areia. Júpiter, o maior dos planetas, teria um diâmetro pouco maior que o de uma moeda de um centavo. Tentemos visualizar agora como seriam representadas em nosso modelo algumas distâncias astronômicas, iniciando por nossa vizinhança – o Sistema Solar. Imaginemos uma caminhada, a partir do nosso pequeno “Sol” de 14 cm, até cada um dos “planetas” do modelo (os minúsculos grãos de poeira ou de areia). O roteiro desse passeio seria visto na tabela a seguir:

Planeta	Distância média ao Sol (km)	Distância no modelo (m)
Mercúrio	57.900.000	5,8
Vênus	108.200.000	10,8
Terra	149.600.000	15,0
Marte	227.900.000	22,8
Júpiter	778.600.000	77,8
Saturno	1.433.500.000	143,3
Urano	2.872.500.000	287,2
Netuno	4.495.100.000	449,5

Tabela 1.1 – Distâncias médias reais de cada planeta ao Sol e suas representações no modelo em escala de um para dez bilhões. (Fonte: <<https://nssdc.gsfc.nasa.gov/planetary/factsheet/>>.)

Até aqui, as coisas não parecem tão mal assim, ao menos com a nossa escala de um para dez bilhões: se quiséssemos caminhar desde nosso pequeno “Sol” até o último

¹⁷ O valor preciso atual do diâmetro solar, aceito pela União Astronômica Internacional, é de 1.391.400 km.

dos “planetas” do modelo que construímos, teríamos de percorrer menos de 500 metros... Não é preciso ser um atleta para isso, afinal!

No entanto, nosso entusiasmo nesse passeio ao longo do nosso modelo desaparecerá instantaneamente se resolvermos caminhar agora até a representação da estrela mais próxima do Sol: Alfa Centauri (que é na verdade um sistema triplo, e cuja componente menor chama-se, não sem motivo, Proxima Centauri). Essa estrela se encontra à distância real de 40.200.000.000.000 km (mais de quarenta trilhões de quilômetros). Mesmo na escala de nosso modelo, teríamos de caminhar mais de *quatro mil quilômetros* (algo como a distância entre São Paulo e Caracas, na Venezuela) para atingir a pequena esfera de 4 cm que representaria Proxima Centauri. Porém, essa é apenas a nossa estrela *vizinha!* Se viajássemos até Proxima Centauri na maior velocidade que nossas naves espaciais tripuladas atuais permitem (cerca de 40.000 km/h), levaríamos cerca de 115.000 anos até chegar a ela. Já se viajássemos à velocidade máxima de um automóvel em nossas estradas, a viagem levaria nada menos que uns 40 milhões de anos...

A essa altura já percebemos que nosso pobre modelo inicial, que havia funcionado tão bem para o Sistema Solar, tornou-se inútil quando se trata de representar as distâncias entre as estrelas. Mais ainda, já temos certeza que nossas unidades de medida do dia a dia, como centímetros, metros ou quilômetros, são ridiculamente pequenas e totalmente inadequadas para medir distâncias astronômicas. Em lugar delas, em Astronomia, usamos duas importantes unidades para a medida de distâncias: a *unidade astronômica (UA)* e o *ano-luz* (uma terceira unidade, o *parsec*, será apresentada num capítulo posterior). A seguir, as definições dessas unidades.

1.4 Unidades de medida de distâncias astronômicas: a UA e o ano-luz

A *unidade astronômica (UA)* é mais usada para distâncias astronômicas relativamente pequenas, como as encontradas no interior do Sistema Solar. Ela é equivalente à distância média da Terra ao Sol, que é de aproximadamente 149,6 milhões de km¹⁸. Consideremos um exemplo: a distância média de Saturno ao Sol, que é de 1.433,5 milhões de km pela Tabela 1.1, pode ser expressa em UA por $(1.433.500.000 / 149.600.000) = 9,58$ UA.

Muitas vezes, para efeito de simplificação, a UA é aproximada para 150 milhões de km.

Já o *ano-luz* (que, ao contrário do que poderia parecer, *não* é uma medida de tempo, mas sim de distância) é definido como a distância que a luz percorre no decorrer de um ano, viajando à velocidade de aproximadamente 299.800 km/s no vácuo. Como um ano possui cerca de 31.557.000 segundos, a distância correspondente a um ano-luz

¹⁸ Na XXVIII Assembleia Geral da União Astronômica Internacional, realizada em 2012 em Beijing (China), o valor oficial preciso da UA foi redefinido como sendo 149.597.870.700 m.

será calculada simplesmente pelo produto da velocidade da luz (em km/s) pelo tempo (em segundos), obtendo-se como resultado cerca de 9.460.000.000.000 km (ou seja, aproximadamente 9,46 trilhões de km). Evidentemente, por ser muito maior que a UA, o ano-luz é preferido para as distâncias estelares, galácticas e extragalácticas. Eventualmente, poderão ser usadas, por conveniência, algumas unidades relacionadas ao ano-luz (ou “unidades-luz”), como o segundo-luz, o minuto-luz ou a hora-luz, e cujas definições são feitas de forma análoga à do ano-luz.¹⁹

Muitas vezes, para efeito de simplificação, a velocidade da luz é aproximada para 300.000 km/s.

Tendo em mente essas definições, podemos agora esquecer as unidades do dia a dia e representar algumas distâncias astronômicas nessas novas unidades:

Distâncias entre os objetos:	Em UA	Em unidades-luz
Terra-Lua	0,0026	1,3 segundo-luz
Terra-Sol	1	8,3 minutos-luz
Sol-Vênus	0,72	6 minutos-luz
Sol-Netuno	29,9	4,1 horas-luz
Sol-Proxima Centauri	268.142	4,24 anos-luz
Sol-centro da Via Láctea	1.669.562.400	26.400 anos-luz

Tabela 1.2 – Algumas distâncias médias expressas em UA e em “unidades-luz”

1.5 A que distância estão afinal as estrelas?

Em uma noite sem lua e num local escuro, longe da poluição luminosa de nossas cidades, podemos observar milhares de estrelas. Sabemos hoje que todas elas pertencem à Via Láctea, a nossa Galáxia²⁰. No entanto, nossa visão não consegue ter a sensação de “profundidade”, ao olharmos para o céu estrelado (a razão para isso está justamente nas imensas distâncias às quais as estrelas se encontram); ao contrário, a percepção é de que as estrelas estão “cravadas” na imensa abóbada celeste, mais ou menos como vemos nas sessões de planetários.

Por outro lado, percebe-se de imediato que algumas estrelas são mais brilhantes e outras, mais apagadas. Nos tempos antigos, imaginava-se que essa diferença se devia exatamente às distâncias às quais elas se encontravam. Há evidências, por exemplo, de que há quase dois mil anos os astrônomos da Índia antiga já identificavam as estrelas como astros semelhantes ao nosso Sol (HORVATH, 2013). Ora, admitindo essa hipótese

¹⁹ O ano-luz é definido oficialmente pela IAU como a distância percorrida pela luz, viajando no vácuo a uma velocidade de 299.792.458 m/s, durante um ano Juliano (365,25 dias, com 86.400 segundos cada). Assim, o ano-luz equivale precisamente a 9.460.730.472.580.800 m.

²⁰ Em Astronomia, quando escrevemos “Galáxia” com a letra G maiúscula, por convenção estamos nos referindo sempre à galáxia na qual vivemos: a Via Láctea.

(o Sol como padrão para todas as estrelas) e pensando empiricamente, ou ainda por analogia com o que ocorre com objetos terrestres, era natural concluir que as estrelas mais brilhantes seriam também as mais próximas, e que as mais apagadas seriam as que se encontravam mais distantes. Até mesmo o grande William Herschel, em fins de século XVIII, ainda considerava válido esse raciocínio (PANNEKOEK, 1989, p. 314). Sabemos hoje que esse conceito tem um problema fundamental: as estrelas *não são todas iguais*. Em consequência, as diferenças entre as suas *luminosidades intrínsecas* (tanto quanto as distâncias) *também são causas* para a diferença dos *brilhos aparentes* que observamos da Terra²¹. Naturalmente, isso criava um grande obstáculo para calcular as distâncias estelares: como seria possível distinguir, por uma observação feita na Terra, qual estrela é *intrinsecamente* mais (ou menos) luminosa? Mais à frente, em outro capítulo, veremos como essa questão foi resolvida pela Astrofísica e como é possível fazer o cálculo das distâncias das estrelas. Mas, antes disso, vamos visualizar, através de um esquema bem mais efetivo que aquele nosso modelo inicial, as distâncias e a distribuição das estrelas em nossa vizinhança galáctica.

Já vimos que a estrela mais próxima de nós (fora o Sol, é claro) se chama Proxima Centauri e está a 4,24 anos-luz de distância. Se nos afastarmos à distância de 12,5 anos-luz do Sol, notaremos que existem ao todo 33 estrelas com distâncias dentro desse raio (Figura 1.2). A maior parte delas é constituída por anãs vermelhas intrinsecamente pouco luminosas, como a própria Proxima Centauri (isso não é uma coincidência: a maioria das estrelas de toda a Via Láctea é de fato menos massiva e menos luminosa que o Sol). Como consequência, apenas cinco entre elas (Alfa Centauri, Sirius, Procyon, Tau Ceti e Epsilon Eridani) são suficientemente luminosas para ser observadas a olho nu em nosso céu noturno (RECONS, 2012).

²¹ Em Astronomia, ao contrário do que se verifica na linguagem coloquial, as palavras “luminosidade” e “brilho” não são exatamente sinônimas. O termo “luminosidade” se refere sempre a uma propriedade *intrínseca* da estrela (a quantidade de energia emitida por unidade de tempo), e é assim que ele será usado neste trabalho.

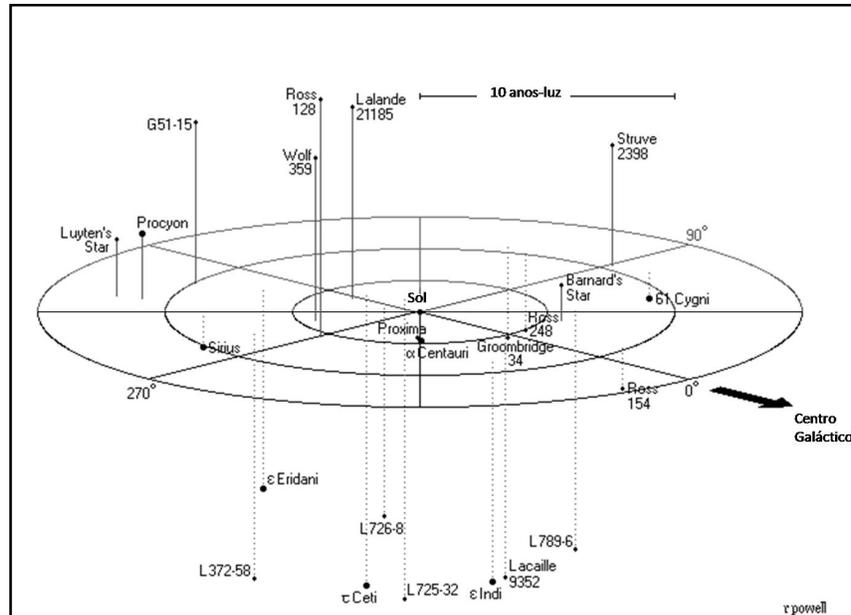


Figura 1.2 – Estrelas na vizinhança solar (até 12,5 anos-luz do Sol). (Crédito: POWELL, 2006.)

Se nos afastarmos por um fator de vinte vezes aquele mostrado na Figura 1.2, teremos uma perspectiva das vizinhanças solares até a distância de 250 anos-luz (Figura 1.3). Apesar de essa distância ser ínfima quando comparada ao diâmetro da Via Láctea (que é da ordem de 100.000 anos-luz), o número de estrelas situadas nessa região já está em torno de 260.000 (POWELL, 2006). Para permitir uma representação gráfica que seja compreensível, apenas as 1.500 mais luminosas dentre elas estão indicadas (por pequenos pontos) na Figura 1.3, e dentre essas somente poucas dezenas estão indicadas por seus nomes. Nesta nova escala, podemos constatar que, embora aquelas 1.500 estrelas mais luminosas correspondam a menos de 1% do total das estrelas existentes a essa distância, elas constituem cerca de um terço do total de estrelas que podemos observar a olho nu no céu noturno. Quase todas são mais massivas e luminosas que o Sol, e em sua maior parte possuem cor branca ou branco-azulada. Nesta escala, já temos uma amostra mais representativa da distribuição de estrelas na Via Láctea.

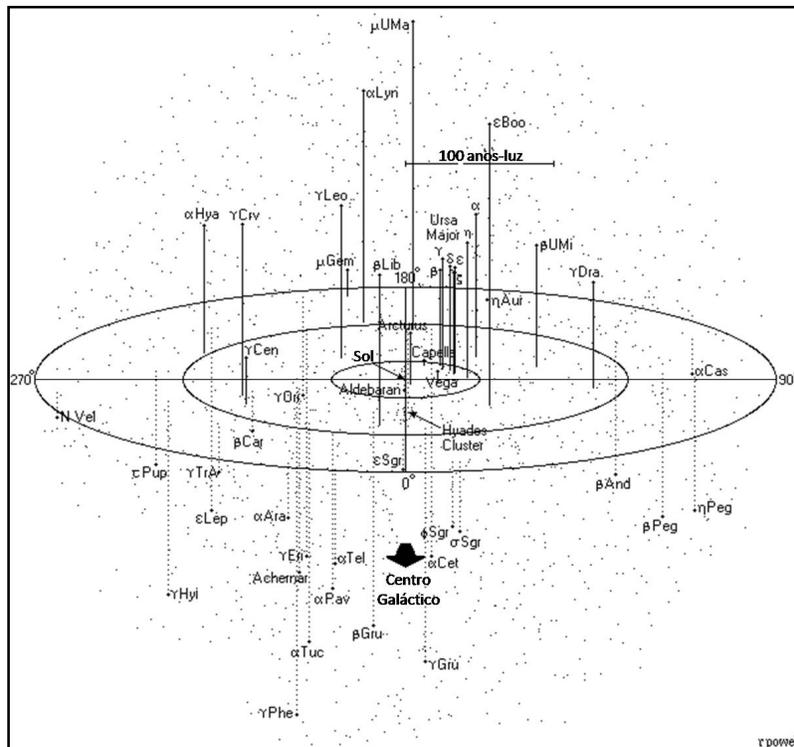


Figura 1.3 – Estrelas até 250 anos-luz de distância do Sol. Apenas as 1.500 estrelas mais luminosas (entre 260.000) estão representadas na figura por pontos. (Crédito: POWELL, 2006.)

Se pretendermos agora nos afastar por um fator de mais vinte vezes em relação à Figura 1.3 (ou seja, até uma distância de 5.000 anos-luz do Sol), a representação gráfica te tornará praticamente incompreensível (Figura 4). Isso porque, nessa escala, já estamos abrangendo uma porção significativa (cerca de 5% do diâmetro) da Via Láctea, e o número de estrelas nessa região está em torno de 600 milhões (POWELL, 2006). Já se pode visualizar, no entanto, a posição do Sol na Via Láctea – perdido entre as miríades de estrelas que formam o Braço de Orion, um dos braços espirais que são parte da estrutura de nossa Galáxia. Nessa escala, já se encontram praticamente todas as estrelas que podemos observar no céu noturno a olho nu. Além daquelas estrelas mais luminosas do que o Sol na proporção já citada na escala anterior, aqui temos também algumas supergigantes, tais como Betelgeuse (Alfa Orionis), situada a 640 anos-luz e com luminosidade equivalente a 100.000 vezes a solar (HARPER; BROWN; GUINAN, 2008).

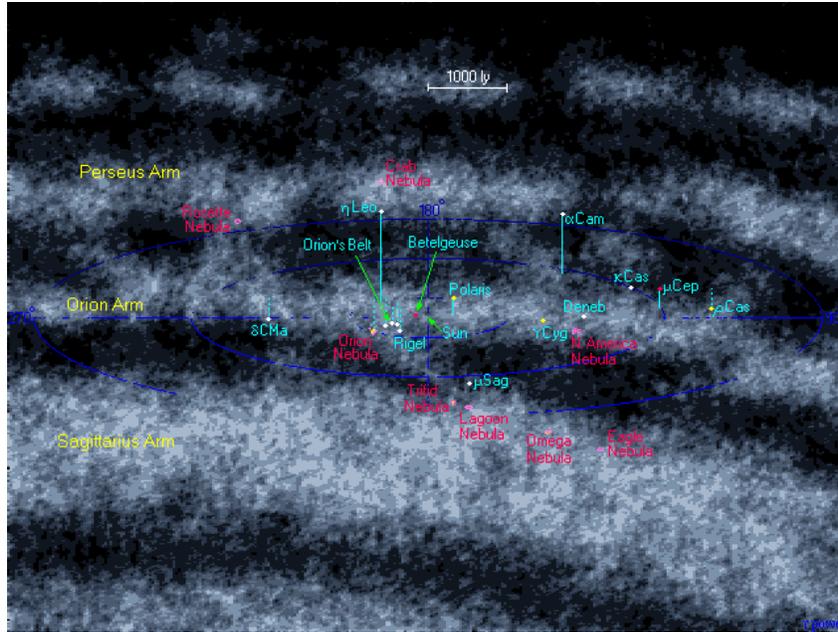


Figura 1.4 – Estrelas até 5.000 anos-luz de distância do Sol. (Crédito: POWELL, 2006.)

Finalmente, uma visão esquemática da Via Láctea como um todo é mostrada na Figura 1.5. Nessa figura, a posição central corresponde não mais ao Sol, mas ao centro da própria Galáxia. Notar a estrutura em forma de barra em torno de centro, cuja descoberta é relativamente recente (ver, por exemplo, LÓPEZ-CORREDOIRA et al., 2001). A posição do Sol, no Braço de Orion, a cerca de 26.400 anos-luz do centro galáctico, está indicada por uma seta. O número total de estrelas em nossa Galáxia é estimado em torno de 200 bilhões (KALER, 1997).

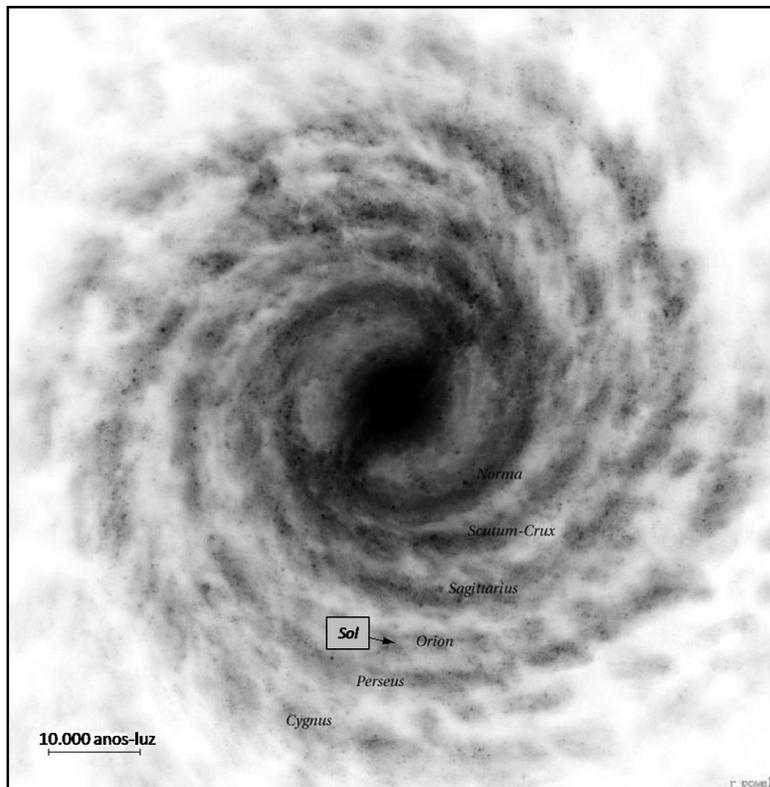


Figura 1.5 – Nossa Galáxia, a Via Láctea. Seu diâmetro é da ordem de 100.000 anos-luz e seu conteúdo estelar, da ordem de 200 bilhões de estrelas. (Crédito: POWELL, 2006.)

A título de curiosidade, se quiséssemos representar não mais o nosso Sol como uma esfera de 14 cm de diâmetro, mas sim *toda a Via Láctea* como um disco de 14 cm de diâmetro, a escala que teríamos de adotar não seria mais aquela de um para dez bilhões (ou 1:10.000.000.000) que usamos no modelo do Sistema Solar, mas sim a escala quase incompreensível de 1:100.000.000.000.000.000.000!

De tudo o que foi exposto neste item, podemos extrair ainda duas conclusões bastante interessantes e úteis para uma discussão em classe:

- A partir da definição de ano-luz e observando os exemplos da Tabela 1.2, fica evidente que a luz que nos chega de qualquer objeto celeste não corresponde ao instante em que o objeto está sendo observado por nós, mas sim ao momento em que a luz foi emitida por aquele objeto. Por exemplo, a Lua que observamos no céu é a Lua de um segundo atrás; o Sol que vemos é o Sol de oito minutos atrás; a Próxima Centauri que observamos nos dias atuais não é a estrela como ela é realmente hoje, mas como ela *era há pouco mais de quatro anos*; e assim por diante. Fica claro também que o céu noturno é uma espécie de “colcha de retalhos” no tempo. Nele visualizamos as estrelas como elas eram há anos – ou há centenas de anos, ou há milhares de anos – no passado,

dependendo da distância de cada uma. É possível que algumas delas nem existam mais – porém ainda poderemos contemplá-las por algum tempo.

- As distâncias entre as estrelas são inacreditavelmente grandes em proporção às suas dimensões. Tomemos o exemplo típico do Sol, cujo diâmetro é de cerca de 1.400.000 km, e comparemos essa medida à sua distância à estrela mais próxima (Proxima Centauri), que, como vimos, é da ordem de 40.200.000.000.000 km. A proporção entre essa distância e o diâmetro solar é da ordem de *vinte e oito milhões para um*. Essa proporção é típica quando se trata das distâncias entre as estrelas da Via Láctea (mas é muito diferente, por exemplo, da relação entre as distâncias intergalácticas e as dimensões de cada galáxia). Na verdade, essa proporção de dezenas de milhões para um é inédita na Natureza. Ela equivaleria, por exemplo, a uma praia na qual os grãos de areia (da ordem de meio milímetro cada) estivessem separados entre si... por uma distância de dez quilômetros ou mais!

1.6 Notação científica: potências de base 10

Nos itens anteriores, já percebemos que em Astronomia os grandes números são muito comuns e até um pouco difíceis de visualizar. Porém, felizmente, existe uma maneira bem mais conveniente de trabalhar com esses imensos números encontrados na ciência astronômica. Da matemática podemos lembrar o conceito de potenciação e, particularmente, das potências de base dez. Da definição da operação de potenciação, sabemos, por exemplo, que:

$$10^3 = 10 \times 10 \times 10 = 1.000$$

$$10^2 = 10 \times 10 = 100$$

$$10^1 = 10$$

$$10^0 = 1$$

$$10^{-1} = 1 / 10 = 0,1$$

$$10^{-2} = 1 / 100 = 0,01$$

... e assim por diante. Lembramos ainda que podemos representar mesmo os números que não sejam potências de dez exatas de forma análoga, como se vê nos exemplos a seguir:

$$5000 = 5 \times 1000 = 5 \times 10^3$$

$$0,03 = 3 / 100 = 3 / 10^2 = 3 \times 10^{-2}$$

Esse tipo de notação – que é conhecido como *notação científica* – é geralmente utilizado com grande frequência não só na Astronomia, como também em outras ciências que trabalham usualmente com números extremamente grandes ou extremamente pequenos. Alguns exemplos são a Física de Partículas, a Engenharia, a Microbiologia, a

Estatística, a Microeletrônica e mesmo as Ciências de Computação (ou alguém não está familiarizado com as expressões “megabyte” ou “gigabyte”?).

Podemos entender melhor o uso da notação científica observando a Tabela 1.3 abaixo:

Designação	Número	Potência	Prefixo	Símbolo
Trilhão	1.000.000.000.000	10^{12}	tera	T
Bilhão	1.000.000.000	10^9	giga	G
Milhão	1.000.000	10^6	mega	M
Milhar	1.000	10^3	quilo	k
Centena	100	10^2	hecto	h
Dezena	10	10^1	deca	da
Unidade	1	10^0	.	.
Décimo	0,1	10^{-1}	deci	d
Centésimo	0,01	10^{-2}	centi	c
Milésimo	0,001	10^{-3}	mili	m
Milionésimo	0,000.001	10^{-6}	micro	μ
Bilionésimo	0,000.000.001	10^{-9}	nano	n
Trilionésimo	0,000.000.000.001	10^{-12}	pico	p

Tabela 1.3 – Potências de base dez e sua terminologia usual

1.7 A escala de dimensões do Universo

Finalmente agora, com o auxílio da notação científica, estamos em condições de visualizar as imensas dimensões espaciais do Universo, dentro daquilo que nosso senso comum pode avaliar. A Tabela 1.4, a seguir, demonstra as *ordens de grandeza* dos diversos objetos da Natureza, desde os imensamente pequenos (no reino da Física de Partículas) até os imensamente grandes (nos domínios da Astrofísica e Cosmologia), estes últimos também expressos em anos-luz. Note-se a enorme amplitude da faixa de

dimensões encontrada na Natureza, desde as partículas atômicas até o Universo como um todo: cerca de 10^{40} (ou seja, o número 1 seguido por quarenta zeros)!²²

Escala nuclear	10^{-12} cm	-
Escala atômica	10^{-8} cm	-
Moléculas complexas	10^{-6} cm	-
Corpo humano	10^2 cm	1 m
Terra	10^7 m	0,03 segundos-luz
Sistema Solar	10^{13} m	8 horas-luz
Estrelas na vizinhança solar	10^{17} m	10 anos-luz
Braços espirais da Via Láctea	10^{19} m	1.000 anos-luz
A Galáxia (Via Láctea) vista por inteiro	10^{21} m	100.000 anos-luz
Aglomerado de galáxias (Grupo Local)	10^{23} m	10.000.000 de anos-luz
O Universo conhecido	10^{26} m	10.000.000.000 de anos-luz

Tabela 1.4 – Ordens de grandeza típicas de alguns objetos existentes na Natureza. A relação entre os maiores e menores objetos atinge 10^{40} ... e pode ser ainda maior.

1.8 A escala de tempos do Universo

Talvez a representação mais didática já concebida até hoje para a visualização da escala de tempos do Universo seja o “Calendário Cósmico”, idealizado pelo astrônomo norte-americano Carl Sagan (1934-1996) e publicado inicialmente em seu livro “*Os Dragões do Éden*” (SAGAN, 1980). Nele, Sagan comprime toda a história do Cosmos em um ano apenas, no qual o primeiro segundo do dia 1 de janeiro corresponde ao momento da criação do Universo (o Big Bang), e o último segundo do dia 31 de dezembro, aos dias atuais. Cada um dos eventos mais importantes na história do

²² É possível que essa faixa seja até maior. No mundo subatômico (território da física de partículas), as medidas ainda são muito incertas. Pesquisas recentes (2016) feitas em detectores de partículas parecem indicar que o limite superior ao raio dos quarks (elementos básicos que constituiriam os prótons e nêutrons) seria da ordem de 10^{-16} cm. Disponível em: <<https://arxiv.org/abs/1604.01280>>. Acesso em 15 de março de 2017.

Universo e da espécie humana é representado por uma data do Calendário Cósmico, o que permite um entendimento imediato da escala de tempos do Universo. Para montar seu Calendário Cósmico, Sagan adotou a seguinte escala aproximada de tempos²³:

- Um segundo do Calendário Cósmico corresponde a 475 anos reais
- Um minuto corresponde a pouco menos de 30 mil anos
- Uma hora corresponde a cerca de 1,7 milhões de anos
- Um dia corresponde a pouco mais de 41 milhões de anos
- Um mês corresponde a pouco mais de 1,23 bilhões de anos
- Um ano corresponde a 15 bilhões de anos

Abaixo, uma seleção de datas importantes que Sagan ressalta até dia 31 de dezembro:

Big Bang	1 de janeiro
Origem do Sistema Solar	9 de setembro
Formação da Terra	14 de setembro
Origem da vida na Terra (organismos procarióticos, como as cianobactérias)	~ 25 de setembro
Surgimento dos eucariontes (células com núcleos)	15 de novembro
Forma-se oxigênio em quantidade significativa na atmosfera terrestre.	1 de dezembro
Fim do período Pré-Cambriano e início do período Cambriano. Florescem os invertebrados.	17 de dezembro
Período Ordoviciano. Primeiros peixes e vertebrados.	19 de dezembro
Período Siluriano. Plantas começam a colonizar a terra firme.	20 de dezembro
Primeiros anfíbios. Primeiros insetos com asas.	22 de dezembro
Período Carbonífero. Primeiras árvores. Primeiros répteis.	23 de dezembro
Período Permiano. Aparecem os primeiros dinossauros.	24 de dezembro
Período Cretáceo. Primeiros mamíferos. Extinção dos dinossauros.	28 de dezembro
Período Quaternário. Aparecem os primeiros humanos.	31 de dezembro

²³ Note-se que Sagan usou a melhor estimativa existente em 1980 para a idade do Universo (15 bilhões de anos). Nos dias de hoje, acredita-se que esse número esteja em torno de 13,8 bilhões de anos. Ainda que isso cause uma pequena alteração em relação às datas indicadas no calendário original de Sagan, essa mudança evidentemente não tira a essência e o mérito de sua concepção.

Como se vê, apenas no último dia do ano do Calendário Cósmico é que a espécie humana aparece. Porém, mesmo assim, os primeiros seres que podem ser classificados como da espécie *homo* (nossos ancestrais) não surgem no primeiro minuto do dia 31 de dezembro, mas apenas noventa minutos antes da meia-noite! Alguns acontecimentos significativos do último dia do Calendário Cósmico são vistos a seguir:

Primeiros hominídeos: <i>Homo habilis</i> , <i>Homo rudolfensis</i> , <i>Homo ergaster</i>	22:30
Uso generalizado de ferramentas de pedra	23:00
Domínio do fogo pelo Homem de Pequim (<i>Homo erectus</i>)	23:46
Pinturas em cavernas na Europa	23:59
Invenção da agricultura	23:59:20
Civilização neolítica. Primeiras cidades.	23:59:35
Primeiras dinastias na Suméria e Egito. Desenvolve-se a Astronomia.	23:59:50
Geometria Euclidiana. Física de Arquimedes. Astronomia ptolemaica. Império Romano. Nascimento de Cristo.	23:59:56
Civilização maia. Dinastia Sung na China. Império Bizantino. Invasão dos mongóis. As Cruzadas.	23:59:58
Renascença na Europa. Viagens de descobrimento partem da Europa. Dinastia Ming na China. Aparece o método científico experimental.	23:59:59
Desenvolvimento da ciência e da tecnologia, em especial telecomunicações e internet. Desenvolve-se a Astrofísica. Início da exploração espacial.	24:00 (agora)

Tabela 1.5 (dividida acima em duas partes) – Uma seleção de eventos importantes relacionados por Carl Sagan no seu Calendário Cósmico e suas respectivas datas naquela representação

1.9 Atividades sugeridas (para professores)

De início, recomendaríamos os exercícios abaixo para fixação dos conceitos vistos nos itens 1.2 a 1.5. Os dados, datas e valores neles mencionados são reais.

- Em 1960, a estrela Epsilon Eridani foi a primeira em que se buscou detectar, com radiotelescópios, eventuais sinais emitidos por civilizações extraterrestres. Ela se encontra à distância aproximada de 100.000.000.000.000 km da Terra. Qual sua distância em anos-luz? E em UA?

- Peça aos alunos para montarem a tabela de distâncias dos planetas ao Sol (Tabela 1.1) em unidades astronômicas e em unidades-luz.
- No dia 27 de agosto de 2003, o planeta Marte atingiu a sua maior aproximação da Terra nos últimos sessenta mil anos. Sua distância ao nosso planeta nessa data era de 55,8 milhões de km. Calcule essa distância em UA.
- A estrela Sirius se encontra a 8,6 anos-luz da Terra. Uma sonda espacial deixa a Terra em sua direção, à velocidade constante de 12 km/s. Quanto tempo a sonda levará para chegar a Sirius?
- Quantas unidades astronômicas existem em um ano-luz?
- No dia 23 de julho de 1995, os astrônomos amadores norte-americanos Alan Hale e Thomas Bopp descobriram um novo cometa, que passou a ser chamado de Hale-Bopp em sua homenagem. Sua distância heliocêntrica (distância ao Sol) era de 7,15 UA na noite da descoberta. Você diria que ele se encontrava então entre as órbitas de quais planetas?

São dados para os exercícios: velocidade da luz no vácuo = 300.000 km/s; 1 UA (unidade astronômica) = 150 milhões de km. Para as distâncias no Sistema Solar, consultar Tabela 1.1.

A seguir, encontra-se uma série de questões para discussão em classe. Algumas delas poderão ser acompanhadas por projeções de vídeos e animações disponíveis na internet. Links para os mesmos estão indicadas no texto de cada sugestão.

- O célebre filósofo francês Auguste Comte (1798-1857), um dos idealizadores do positivismo, escreveu, no ano de 1835, em sua obra *Cours de Philosophie Positive (19ème leçon)*, referindo-se aos corpos celestes: “Podemos conceber a possibilidade de determinar suas formas, suas distâncias, suas grandezas e seus movimentos; no entanto, não saberemos jamais estudar, por quaisquer meios, sua composição química...”
Discutir em classe essa afirmação de Comte, à luz do desenvolvimento da espectroscopia, conforme visto no item 1.2. A que conclusões podemos chegar nos dias de hoje?
- Na página web <https://en.wikipedia.org/wiki/Scale_model> pode ser vista uma descrição das diversas escalas usadas para construir maquetes de objetos terrestres, tais como prédios, automóveis, navios, aeronaves etc. Peça aos alunos que calculem as dimensões de uma maquete do Sistema Solar na escala usada para representar a cidade de Singapura (1:50.000), e depois discutam os resultados. Parece viável construir essa maquete? Por quê?
- Uma das representações visuais mais famosas da escala de dimensões do Universo foi o pequeno filme *Powers of ten*, criado em 1977 por Charles e Ray Eames, nos USA. Desde então, numerosas outras representações têm sido

criadas – várias delas incorporando os avanços da ciência desde aquela época. Algumas dessas estão disponíveis na internet. De início, recomendamos assistir aos vídeos abaixo:

- Vídeo original *Powers of ten* (1977, em inglês). Disponível em: <<https://www.youtube.com/watch?v=0fKBhvDjuy0>>.
- O mesmo vídeo, com legendas em português. Disponível em: <<https://www.youtube.com/watch?v=L5L7K0pbU4I>>.
- Adaptação resumida do filme IMAX *Cosmic voyage* (1997), em inglês. Disponível em: <<https://www.youtube.com/watch?v=bhofN1xX6u0>>.
- *The scale of the Universe*, animação de Cary e Michael Huang, legendada, 2012. Disponível em: <<http://htwins.net/scale2/lang.html>>.

Selecione dois ou três desses filmes para discussão em classe. Compare o vídeo original dos Eames com os mais atualizados e ressalte as diferenças entre eles.

- Projete em sala o seguinte vídeo (uma atualização do Calendário Cósmico original de Carl Sagan, apresentada por Neil deGrasse Tyson em 2014), que está disponível em: <<http://video.nationalgeographic.com/tv/cosmos-a-spacetime-odyssey/the-cosmic-calendar?source=relatedvideo>>.

A seguir, conduza uma discussão em classe com o seguinte tema: “*Como será o primeiro minuto do próximo Ano Cósmico?*” Alguns pontos que poderiam ser explorados são:

A espécie humana evoluiu rapidamente e conquistou a tecnologia para dominar a energia nuclear, para comunicar-se instantaneamente e para se aventurar no Sistema Solar. Mas adquiriu também a capacidade de se autodestruir, de devastar os recursos naturais e de romper o delicado tecido ecológico que permite sua própria existência em nosso planeta.

Se nossos descendentes terão um futuro e um planeta habitável para viver ou se, ao contrário, o primeiro minuto do Novo Ano Cósmico não mais incluirá a espécie humana, isso dependerá de escolhermos entre a sabedoria ou a estupidez no momento presente – tanto na preservação do meio ambiente, como no respeito à nossa própria espécie, incluídos aqui todos os seus diferentes indivíduos, sociedades e culturas.

Em ambos os casos, somos o produto de bilhões de anos de evolução. Podemos desperdiçá-los por completo ou não – e esta é talvez a primeira vez que podemos fazer essa escolha. O futuro da espécie humana pode ser brilhante ou catastrófico. Isso depende unicamente de nós.

Referências bibliográficas para o Capítulo 1

BECKER, B. *Eclecticism, opportunism, and the evolution of a new research agenda: William and Margaret Huggins and the origins of Astrophysics*. PhD thesis (History of Science). Maryland, USA: The Johns Hopkins University, 1993. Disponível em: <<http://faculty.humanities.uci.edu/bjbecker/huggins/index.html>>. Acesso em: 15 de março de 2017.

CLERKE, A. *A popular history of Astronomy during the nineteenth century*. London: Adam and Charles Black, 3rd edition, p. 167-70, 1893.

HARPER, G.M.; BROWN, A.; GUINAN, E. A new VLA-Hipparcos distance to Betelgeuse and its implications. *The Astronomical Journal*, v. 135, issue 4, p. 1430-40, 2008. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2008AJ....135.1430H>>. Acesso em: 16 de março de 2017.

HOFFLEIT, D. History of the discovery of Mira stars, *Journal of the American Association of Variable Stars Observers*, v. 25, p. 115-36, 1997. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1997JAVSO..25..115H>>. Acesso em: 17 de março de 2017.

HOLDEN, E.S. Researches on the relative brightness of stars: variable stars. In: *Sir William Herschel: his life and works*. New York: Charles Scribner's Sons, p. 130-4, 1881.

HORVATH, J.E. Uma proposta para o ensino da Astronomia e Astrofísica Estelares no Ensino Médio. *Revista Brasileira de Ensino de Física*, v. 35, n. 4, 4501, 2013.

HOSKIN, M. *Discoverers of the Universe: William and Caroline Herschel*. Princeton: Princeton University Press, p. 20-3, 2011.

KALER, J. *Stars and their spectra*. Cambridge: Cambridge University Press, p. 14, 1997.

LÓPEZ-CORREDOIRA, M. et al. Searching for the in-plane galactic bar and ring in DENIS. *Astronomy and Astrophysics*, v. 373, p. 139-52, 2001. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2001A%26A...373..139L>>. Acesso em: 17 de março de 2017.

MacEVOY, B. The William Herschel double star catalogs restored, 2011. Disponível em: <<http://www.handprint.com/ASTRO/herschel.html>>. Acesso em: 13 de março de 2017.

MOURA, B.A. Newton versus Huygens: como (não) ocorreu a disputa entre suas teorias para a luz. *Caderno Brasileiro de Ensino de Física*, v. 33, n. 1, p. 111-41, 2016.

NEWTON, I. *Opticks* (1704). Tradução: André K.T. Assis, p. 39-82. São Paulo: Edusp, 1996.

PANNEKOEK, A.: *A history of Astronomy*. New York: Dover Publications, 1989.

PICKERING, E.C. Sir William Herschel's observations of variable stars. *Proceedings of the American Academy of Arts and Sciences*, v. 19, p. 269-78, 1884.

POWELL, R. An atlas of the Universe. 2006. Disponível em: <<http://www.atlasoftheuniverse.com/index.html>>. Acesso em: 27 de março de 2017.

RECONS (Research Consortium on Nearby Stars). The one hundred nearest star systems. 2012. Disponível em: <<http://www.astro.gsu.edu/RECONS/TOP100.posted.htm>>. Acesso em: 27 de março de 2017.

SAGAN, C. *Os dragões do Éden: especulações sobre o desenvolvimento da inteligência humana*, p. 1-5. Rio de Janeiro: Francisco Alves, 1980.

STEINICKE, W. *Discovery and cataloguing of nebulae and star clusters*. 2016. Disponível em: <http://www.klima-luft.de/steinicke/index_e.htm>. Acesso em: 14 de março de 2017.

%%%%%%%%%

Guia de estudos “Astrofísica Estelar para o Ensino Médio”

Capítulo 2 – A natureza da luz

2.1 Decodificando a linguagem das estrelas

Quase toda a informação de que dispomos sobre o Universo nos chega sob uma mesma forma: a radiação eletromagnética, que abreviaremos doravante como REM (entre as poucas exceções estão os raios cósmicos, os neutrinos, algumas toneladas de fragmentos de meteoritos e um punhado de pedras lunares trazidas por astronautas)²⁴. A luz visível é sem dúvida a forma de REM que nos é mais familiar no dia a dia. Mas ela está longe de ser a única; na verdade, é apenas uma pequena fração do todo, a que damos o nome de “espectro eletromagnético”. As ondas de rádio, as micro-ondas, a radiação ultravioleta e a infravermelha, os raios X e os raios gama são todos igualmente formas de REM. O Universo está permanentemente emitindo radiação eletromagnética sob todas essas formas, que chegam a nós como se fossem “mensagens” enviadas simultaneamente em diferentes idiomas.

Uma das razões para o impressionante desenvolvimento da Astrofísica moderna é que aprendemos a ler e a decifrar cada uma dessas “línguas”, e não (como antes) apenas aquelas mensagens que nos chegam sob a forma de luz visível. Para aprender a interpretar essa linguagem foram necessários alguns séculos e também um entrosamento perfeito entre a teoria e a observação, como veremos nos tópicos seguintes. A boa notícia, entretanto, é que hoje tanto a percepção como a compreensão de uma boa parte dessas “mensagens das estrelas” não são mais exclusivas dos grandes observatórios e pesquisadores teóricos.

Ao contrário, percebê-las é acessível a todos os que se dispuserem a observar as estrelas sistematicamente, com instrumentos modestos ou até mesmo a olho nu, registrando sempre aquilo que notaram. E para a compreensão da astrofísica envolvida, é suficiente a matemática do Ensino Médio. Pode parecer surpreendente, mas isso já é feito há décadas por milhares de pessoas em todo o mundo: para aprender os princípios da Astrofísica Estelar, um caminho ideal é a simples observação visual regular das estrelas variáveis. Esse será o objetivo e o fio condutor de todo este trabalho.

²⁴ A partir de 2015, todavia, abriu-se outra promissora fonte de informação sobre o Universo: as ondas gravitacionais. A primeira detecção de ondas gravitacionais foi feita em 14 de setembro de 2015 por uma colaboração entre os observatórios LIGO (nos Estados Unidos da América) e VIRGO (na Itália). As ondas gravitacionais se originavam de um par de buracos negros em fusão. Embora sua existência já houvesse sido prevista por Einstein em sua Teoria da Relatividade Geral (1915), essa foi a primeira *observação* de ondas gravitacionais na História. Já em 17 de agosto de 2017, observou-se pela primeira vez um evento (a fusão de duas estrelas de nêutrons) *simultaneamente através de ondas gravitacionais e de radiação eletromagnética*. Essas observações devem representar uma nova era para a Astrofísica.

2.2 A luz como radiação eletromagnética

Desde o século XIX, já se sabia que as cargas elétricas e os ímãs possuem a propriedade de alterar as regiões em torno deles, criando o que se chama de campo de força. Reconhecemos esse fenômeno ao observar a ação de um ímã sobre objetos ferrosos (um *campo magnético*) ou quando notamos que nossos cabelos se eriçam ao aproximarmos deles uma barra de âmbar que tenha sido previamente atritada em um fragmento de camurça (um *campo elétrico*). Os cientistas da época já sabiam também que os campos elétricos e magnéticos estavam relacionados intimamente uns aos outros: que a passagem da corrente elétrica criava um campo magnético ao seu redor e que, da mesma forma, oscilações em um campo magnético criavam uma corrente elétrica em suas proximidades. O físico escocês James Clerk Maxwell (1831-1879) foi o primeiro a estabelecer teoricamente essa conexão entre a eletricidade e o magnetismo, exprimindo-a através de quatro equações que hoje levam seu nome e consolidando todas as suas descobertas na sua monumental obra *Um tratado sobre a eletricidade e o magnetismo*, em 1873. Sobre Clerk Maxwell, Einstein diria posteriormente:

“A partir dele, a realidade física tem sido imaginada como campos contínuos (...). Esta mudança na concepção da realidade é a mais profunda e mais frutuosa que a Física experimentou desde Isaac Newton” (PAIS, 1995).

Maxwell já havia previsto em 1865 a existência da radiação eletromagnética, bem como a sua propagação em ondas à velocidade da luz, associando os dois fenômenos:

A concordância dos resultados parece demonstrar que a luz e o magnetismo são manifestações da mesma substância, e que a luz é uma perturbação eletromagnética propagada através do campo, de acordo com as leis do eletromagnetismo (CLERK MAXWELL, 1865, tradução nossa).

A existência da radiação eletromagnética segundo a teoria de Clerk Maxwell seria constatada experimentalmente, em 1888, por Heinrich Hertz (1857-1894). O rádio e a televisão hoje tão familiares a nós são apenas algumas das consequências dessa importante descoberta.

Os planos de oscilação dos campos elétricos e magnéticos são perpendiculares entre si, e a onda eletromagnética se propaga numa direção perpendicular aos dois campos, como mostra a Figura 2.1. É dessa forma que a luz visível (bem como todos os outros tipos de radiação eletromagnética) se propaga e transporta sua energia no espaço.

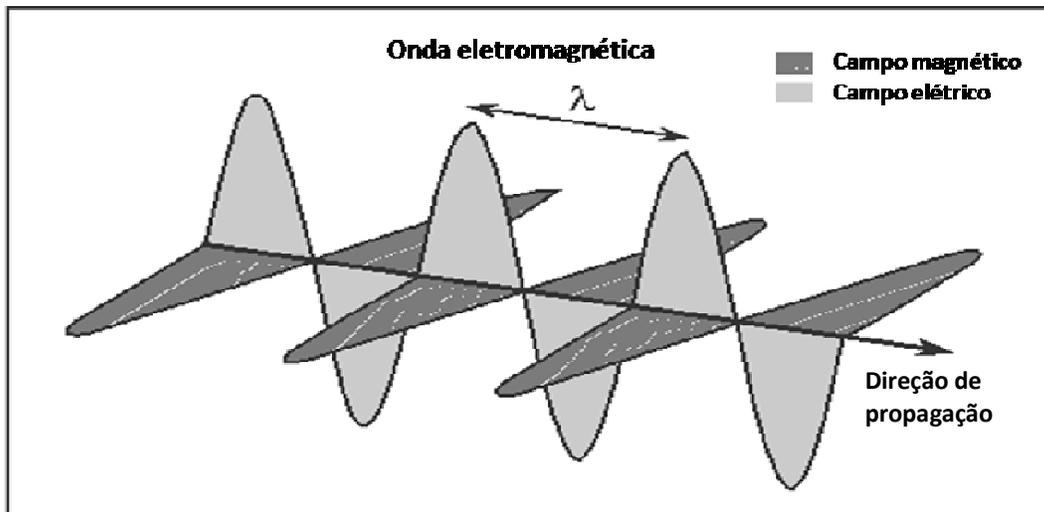


Figura 2.1 – Representação da propagação de uma onda eletromagnética. (Adaptado de STROBEL, 2013.)

2.3 Propriedades gerais das ondas eletromagnéticas

Todas as formas de radiação eletromagnética (por exemplo, a luz visível, as ondas de rádio, as micro-ondas ou os raios X), possuem algumas propriedades comuns:

1. As ondas eletromagnéticas podem viajar no espaço vazio (vácuo) - ao contrário das ondas sonoras, por exemplo, que necessitam de um meio físico para se propagarem.
2. Todas as formas de REM viajam no espaço vazio em linha reta, à mesma velocidade $c = 299.800 \text{ km/s}$ (a velocidade da luz – que não é exclusiva da luz visível, mas sim de todos os tipos de radiação eletromagnética). Em meios densos como o ar ou a água, a velocidade será menor, e o seu valor dependerá das características de cada meio.
3. Define-se *comprimento de onda* (indicado pela letra grega λ , ou lambda) como a distância entre duas cristas de onda consecutivas, ou entre dois vales consecutivos (ver Figura 2.1). As unidades de medida mais comuns para λ são o angstrom (abreviado por Å), ²⁵ que vale 10^{-8} cm , ou 10^{-10} m ; e também o nanômetro (nm), que vale 10^{-9} m . Observe-se que $1 \text{ nm} = 10 \text{ Å}$. Cada tipo de radiação eletromagnética possui comprimento de onda característico (ver Tabela 2.1): por exemplo, a luz visível apresenta comprimentos de onda que vão desde cerca de 4000 Å (cor violeta) até cerca de 7000 Å (cor vermelha).
4. Define-se para as ondas eletromagnéticas uma *frequência (f)*, que pode ser entendida como o número de ciclos por unidade de tempo. A frequência é geralmente medida em hertz (abreviado por Hz)²⁶, que significa um ciclo por segundo.

²⁵ Em homenagem ao físico sueco Anders Jonas Ångström (1814-1874).

²⁶ Em homenagem ao físico alemão Heinrich Hertz (1857-1894).

5. O comprimento de onda e a frequência são inversamente proporcionais entre si, ou seja: quanto maior a frequência, menor o comprimento de onda, e vice-versa. O produto do comprimento de onda pela frequência nos dá a velocidade da onda (que, no caso da REM, é a velocidade da luz). Podemos exprimir matematicamente essa relação através da equação:

$$c = \lambda f \quad (2.1)$$

(em que o termo c representa a velocidade da luz).

2.4 O espectro eletromagnético

Já vimos que, além da luz visível, existem muitos outros tipos de REM que possuem a mesma natureza e as mesmas propriedades gerais da luz. Mas então o que diferencia cada um desses tipos dos outros? Para responder, basta lembrar que cada diferente tipo de radiação eletromagnética possui um comprimento de onda que lhe é característico e único. Teoricamente, não existe um limite inferior (nem superior) para o comprimento de onda de uma REM. As radiações mais curtas que detectamos, por exemplo, possuem comprimento de onda de dimensões subatômicas. Podemos dizer, assim, que o parâmetro que caracteriza e classifica qualquer tipo de radiação eletromagnética é o seu *comprimento de onda*. Alternativamente (e tendo em mente a equação (2.1)) poderíamos também usar a *frequência* da REM para caracterizá-la.

Em outras palavras, a diferença entre, por exemplo, a luz visível e as ondas de rádio reside unicamente nos seus diferentes comprimentos de onda (ou frequências): podemos dizer que as ondas de rádio possuem comprimentos de onda muito *maiores* que a luz visível. Ou, alternativamente, que as ondas de rádio possuem frequências muito *menores* que a luz visível. Nesse particular, expressões informais como “luz infravermelha” ou “luz ultravioleta” não estão, em si, incorretas: nada as distingue da luz visível, com exceção do fato de que seus comprimentos de onda são distintos.

Ao conjunto de todos os tipos de radiações eletromagnéticas, classificadas por seu comprimento de onda, chamamos *espectro eletromagnético*. A Tabela 2.1 abaixo indica o espectro eletromagnético completo, dividido em suas principais regiões, segundo o seu comprimento de onda. Note-se pela Tabela 2.1 como é reduzido o intervalo de comprimentos de onda correspondentes à luz visível: entre 4000 e 7000 angstroms apenas! A título de comparação, note-se a faixa das micro-ondas, por exemplo, que possui comprimentos de onda entre 1.000.000 e 1.000.000.000 de angstroms. Ou ainda as ondas de rádio (que, aliás, nessa nossa classificação resumida, incluem subtipos como as ondas AM e FM, ondas de televisão VHF, UHF, de telefones celulares etc.). Por sinal, para o caso de ondas de rádio, tornou-se mais usual mencionar a frequência em hertz do que o comprimento de onda. O que é equivalente, sempre pela equação (2.1).

Região espectral	Comprimento de onda (angstroms)	Comprimento de onda (centímetros)	Frequência (hertz)
Rádio	$> 10^9$	> 10	$< 3 \times 10^9$
Micro-ondas	$10^9 - 10^6$	$10 - 0,01$	$3 \times 10^9 - 3 \times 10^{12}$
Infravermelho	$10^6 - 7000$	$0,01 - 7 \times 10^{-5}$	$3 \times 10^{12} - 4,3 \times 10^{14}$
Luz visível	$7000 - 4000$	$7 \times 10^{-5} - 4 \times 10^{-5}$	$4,3 \times 10^{14} - 7,5 \times 10^{14}$
Ultravioleta	$4000 - 10$	$4 \times 10^{-5} - 10^{-7}$	$7,5 \times 10^{14} - 3 \times 10^{17}$
Raios X	$10 - 0,1$	$10^{-7} - 10^{-9}$	$3 \times 10^{17} - 3 \times 10^{19}$
Raios gama	$< 0,1$	$< 10^{-9}$	$> 3 \times 10^{19}$

Tabela 2.1 – Comprimentos de onda e frequências de regiões selecionadas do espectro eletromagnético. (Fonte: IF-UFRGS, 2010.)

O espectro eletromagnético completo pode ser também visualizado através de um esquema gráfico como o apresentado na Figura 2.2, abaixo. À esquerda, encontram-se as regiões de menor comprimento de onda, maior frequência e maior energia. À direita, as regiões de comprimentos de onda mais longos, menor frequência e menor energia. Note-se a pequena amplitude da faixa de luz visível.

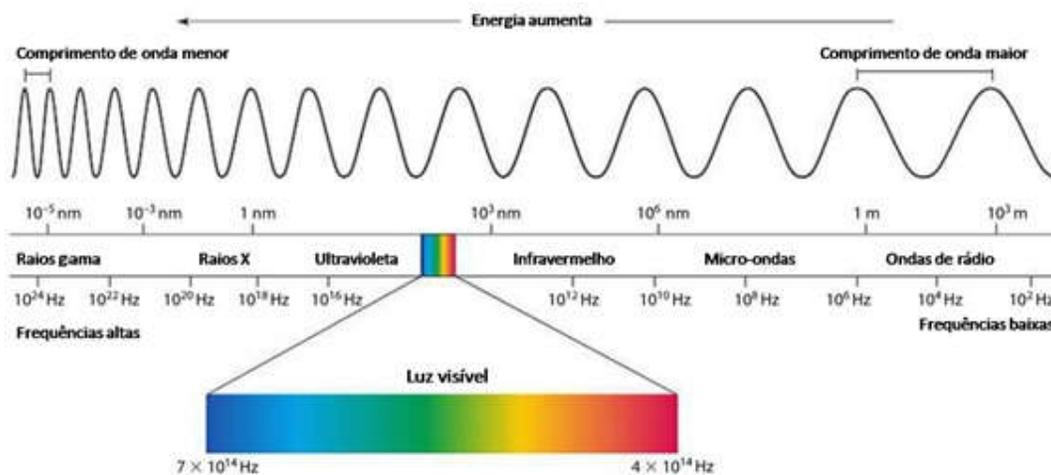


Figura 2.2 – Faixas principais do espectro eletromagnético. (Fonte: NASA.)

Em particular, no que diz respeito à região da luz visível: se nos lembrarmos das primeiras experiências de Isaac Newton sobre a decomposição da luz solar (que vimos no primeiro capítulo), notaremos que cada uma das cores do espectro nada mais é do que um comprimento de onda dentro da faixa da luz visível. E ainda que a luz branca é simplesmente a mistura de todas essas cores. Na Tabela 2.2, relacionamos os comprimentos de onda e as frequências correspondentes a cada cor da região da luz visível (popularmente chamadas de “cores do arco-iris”).

Cor	Comprimento de onda (Å)	Frequência (x 10 ¹⁴ Hz)
Violeta	4000 - 4600	7,5 - 6,5
Índigo	4600 - 4750	6,5 - 6,3
Azul	4750 - 4900	6,3 - 6,1
Verde	4900 - 5650	6,1 - 5,3
Amarelo	5650 - 5750	5,3 - 5,2
Laranja	5750 - 6000	5,2 - 5,0
Vermelho	6000 - 7000	5,0 - 4,3

Tabela 2.2 – Comprimentos de onda e frequências de cores correspondentes à faixa da luz visível. (Adaptado de STROBEL, 2013.)

Até as primeiras décadas do século XX, todas as observações astronômicas haviam sido efetuadas exclusivamente na faixa da luz visível. Mesmo o advento da fotografia astronômica em meados no século XIX não havia mudado essa situação; também ela se utilizava daquela mesma pequena faixa do espectro eletromagnético. Seria apenas em 1931 que um jovem físico e engenheiro norte-americano chamado Karl Jansky (1905-1950) identificaria pela primeira vez emissões em rádio provenientes do céu, conseguindo no ano seguinte localizar a sua origem: a constelação do Sagitário, que contém a região central da Via Láctea. Os trabalhos pioneiros de Jansky logo seriam retomados e ampliados pelas mãos de seu conterrâneo Grote Reber (1911-2002), também engenheiro e astrônomo amador. Em 1937, Reber construiu sozinho o instrumento que hoje é considerado o primeiro radiotelescópio, dotado de uma antena parabólica de 9 metros de diâmetro. Com ele, e durante quase dez anos, Reber se tornou o único radioastrônomo em atividade em todo o mundo. Trabalhando entre meia-noite e seis horas da manhã para reduzir ao mínimo certas interferências como os motores de partida de automóveis (CAPOZZOLI, 2005), Grote Reber seria o primeiro a mapear o céu em radiofrequências (160 e 480 MHz), demonstrando que as emissões mais intensas provinham do centro da Via Láctea, como previsto por Jansky, e conseguindo descobrir outras radiofontes significativas nas constelações de Cygnus,

Cassiopeia e Canis Major – regiões que foram identificadas por ele como correspondentes aos braços espirais da nossa Galáxia (REBER, 1944).

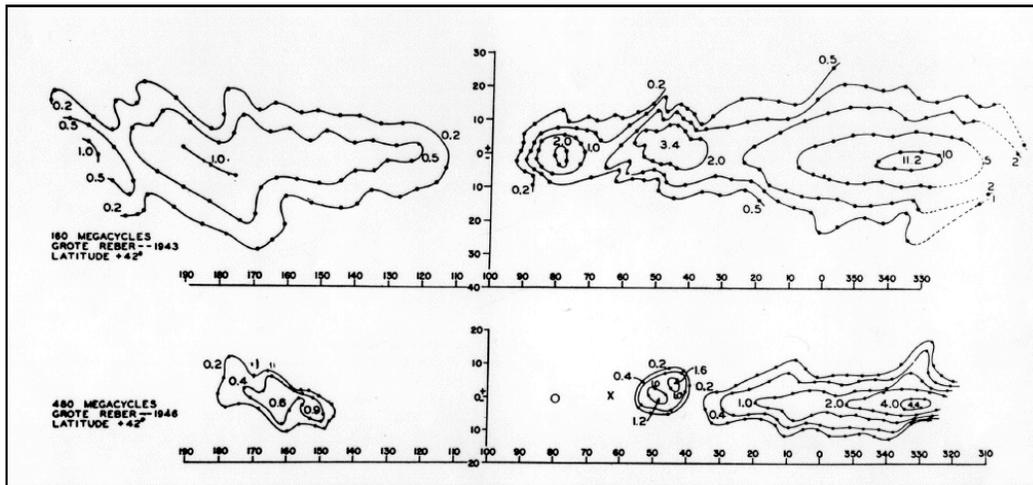


Figura 2.3 – Mapas da emissão em rádio da Via Láctea em 160 e 480 MHz, obtidos por Grote Reber em 1943 e 1946. Os diagramas estão plotados em coordenadas galácticas: nas abscissas, a longitude e, nas ordenadas, a latitude. O equador galáctico está na horizontal e a direção do centro galáctico, em longitude zero. (Fonte: National Radio Astronomy Observatory – NRAO, 2009.)

Com o término da Segunda Guerra Mundial, houve uma rápida mudança no cenário: uma nova geração de físicos, engenheiros e astrônomos passou a se dedicar às pesquisas em radioastronomia. Muitos deles haviam adquirido experiência na tecnologia do radar, amplamente usado para fins militares durante a guerra. Investimentos em radiotelescópios foram feitos no Reino Unido, Austrália e Estados Unidos. As primeiras pesquisas coordenadas entre astrônomos ópticos e radioastrônomos se iniciavam. Após milhares de anos recebendo as mensagens provenientes das estrelas apenas sob a forma de luz visível, a Astronomia aprendia enfim a sua segunda “linguagem” para entender o Universo – agora sob a forma de ondas de rádio.

Para entender como foi possível aprendermos outras “linguagens” além da luz visível e do rádio – ou seja, como foi possível observarmos nas demais faixas do espectro eletromagnético (por exemplo, nas regiões do ultravioleta ou dos raios X) é necessário compreender o papel da atmosfera terrestre. Já sabemos, é claro, que a luz visível, além de parte do infravermelho e das ondas de rádio, consegue atravessar nossa atmosfera e chegar ao solo. Dizemos que a atmosfera é *transparente* a essas radiações. Por outro lado, a atmosfera bloqueia a passagem dos perigosos raios gama, raios X e ultravioleta provenientes do espaço, impedindo-os de atingir a superfície terrestre. Dizemos que a atmosfera é *opaca* a essas radiações. A Figura 2.4 demonstra as “janelas” de observação possíveis na superfície terrestre (luz visível, rádio e parte do infravermelho – este a altitudes acima de cerca de 2500 m), enquanto os outros

comprimentos de onda (em particular as faixas dos raios X, raios gama, ultravioleta e as ondas de rádio mais longas) são quase totalmente absorvidos pela atmosfera.

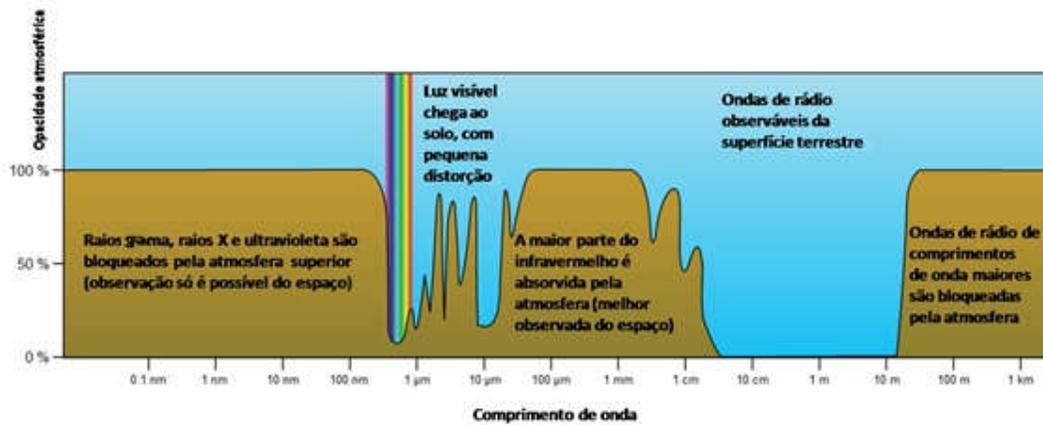


Figura 2.4 – Opacidade da atmosfera da Terra em função do comprimento de onda da radiação eletromagnética. Note-se que a atmosfera é totalmente opaca às radiações de maior frequência (raios gama, raios X e ultravioleta), transparente no visível, em parte do infravermelho e em ondas de rádio, e é novamente opaca na faixa das ondas de rádio mais longas. (Fonte: NASA.)

Por esses motivos, fica evidente que a única forma de observar nos comprimentos de onda e que a atmosfera é opaca é colocar nossos telescópios e instrumentos *fora da atmosfera terrestre*. Isso se tornou possível a partir da década de 1950, em que foram lançados ao espaço os primeiros satélites artificiais. Desde então e até inícios de 2017, mais de uma centena desses satélites (ou *telescópios espaciais*, como passaram a ser chamados) foram colocados em órbita por diversas agências espaciais – norte-americana (NASA), europeia (ESA), japonesa, russa e de vários outros países²⁷. Longe da influência da atmosfera terrestre, eles podem recolher dados precisos em todas as regiões do espectro eletromagnético: raios gama, raios X, ultravioleta, visível, infravermelho, micro-ondas e rádio. Além disso, mesmo os instrumentos que trabalham em regiões em que a atmosfera é transparente (caso, por exemplo, do telescópio espacial Hubble) se tornam muito mais produtivos longe da turbulência atmosférica, que, via de regra, causa certa degradação na qualidade das imagens obtidas em terra, sem falar dos efeitos da poluição luminosa cada vez mais prejudicial à observação.

Dependendo de cada objeto ou fenômeno a ser observado, as emissões neste ou naquele comprimento de onda serão mais ou menos importantes. Observações no infravermelho, por exemplo, são essenciais para a Astrofísica moderna, para detectar objetos tais como as protoestrelas (estrelas em seu processo de formação). Do outro lado, os fenômenos de alta energia apresentam emissões mais fortes nas regiões de frequência mais alta, que não podem ser percebidas da superfície terrestre. Talvez o mais importante é que as informações obtidas em cada uma dessas frequências (os “idiomas” que mencionamos no início deste capítulo) se complementam entre si,

²⁷ Uma relação atualizada desses telescópios espaciais, listados de acordo com a faixa de frequência em que operam, pode ser encontrada em: <https://en.wikipedia.org/wiki/List_of_space_telescopes>. Acesso em: 7 de abril de 2017.

tornando muito mais rico o volume de conhecimentos de que dispomos para interpretar as “mensagens” que nos são trazidas pela radiação eletromagnética. Esse é um dos principais motivos para o desenvolvimento exponencial que a Astrofísica tem tido nas últimas décadas. Alguns exemplos de objetos que podem ser estudados em cada região do espectro eletromagnético podem ser vistos na Tabela 2.3.

Comprimento de onda	Objeto característico
Raios gama	Objetos compactos em colisão, <i>gamma ray bursts</i>
Raios X	Estrelas de nêutrons
Ultravioleta	Estrelas quentes, quasares
Visível	Estrelas
Infravermelho	Estrelas gigantes vermelhas, núcleos de galáxias
Infravermelho distante	Protoestrelas, poeira, planetas
Milímetro	Poeira fria, nuvens moleculares
Rádio (cm)	Hidrogênio neutro, pulsares

Tabela 2.3 – Alguns objetos astronômicos que podem ser estudados com maior eficiência em diferentes regiões do espectro eletromagnético. (Fonte: IF-UFRGS, 2010.)

2.5 A natureza quântica da luz

No ano de 1900, o físico alemão Max Planck (1858-1947) sugeriu pela primeira vez que os átomos poderiam emitir ou absorver energia não de uma forma contínua, mas em pequeníssimos “pacotes” de energia a que ele denominou “quanta”. Em um trabalho hoje considerado seminal para a Física, apresentado em 14 de dezembro de 1900 na Deutsche Physikalische Gesellschaft (Sociedade Alemã de Física), Planck afirmava: “(...) a energia é formada por um número completamente determinado de partes iguais e finitas, e para essa finalidade, uso a constante da natureza $h = 6,55 \times 10^{-27} \text{ erg} \cdot \text{s} (\dots)$ ”²⁸. A Física Quântica começava a nascer (KRAGH, 2000).

²⁸ Esse era o valor originalmente calculado por Max Planck para a constante h (que hoje é denominada “constante de Planck”). O valor admitido modernamente para h é de $6,626 \times 10^{-27} \text{ erg} \cdot \text{s}$.

O amplo significado da hipótese da quantização da energia térmica, feita por Planck, só seria totalmente compreendido e ampliado cinco anos depois, quando o jovem Albert Einstein, estudando o fenômeno chamado “efeito fotoelétrico” (a emissão de elétrons de um material, geralmente metálico, quando ele é submetido à radiação eletromagnética), demonstrou que a existência dos “quanta” de energia não era devida aos átomos, mas, ao contrário, era uma propriedade da própria energia. E Einstein foi mais longe que Planck: ele compreendia que a luz poderia ser também encarada como sendo formada de “quanta” (partículas) de energia. Curiosamente, de certa forma, pode-se imaginar que Einstein havia revitalizado a antiga teoria de Sir Isaac Newton, de que a luz seria composta por “partículas”²⁹. Claro que não da mesma maneira como Newton a imaginara (diminutos corpúsculos), mas agora consistindo dos minúsculos “quanta” de energia de Einstein, que receberam o nome particular de *fótons*.

Assim, um fóton pode ser visualizado como uma partícula de radiação eletromagnética. Isto significa que a luz possui não somente natureza ondulatória, mas também natureza de partícula. Ou, em outras palavras, que a luz pode se comportar tanto como uma onda quanto como partícula.

Ao contrário do que poderíamos supor nos dias de hoje, os fótons de Einstein encontraram razoável resistência entre os cientistas da época. Na verdade, a dualidade onda-partícula – um dos alicerces da Física Quântica contemporânea – só seria reconhecida e demonstrada cerca de vinte anos depois, com os trabalhos de Arthur Compton (1892-1962) no ano de 1923 e de Louis de Broglie (1892-1987) no ano de 1924 (FISHBANE et al., 1996). Porém, já em 1909, Einstein talvez já antecipasse os passos que viriam a seguir: “Em minha opinião, a próxima fase no desenvolvimento da física teórica nos trará uma teoria da luz que possa ser interpretada como uma espécie de fusão entre a teoria ondulatória e a de partícula (...). A estrutura das ondas e a estrutura quântica não devem ser consideradas mutuamente incompatíveis” (PAIS, 1997).

As propriedades ondulatórias da luz se relacionam com suas propriedades de partícula por uma equação surpreendentemente simples (por vezes referida como “relação de Planck-Einstein”), que nos diz como a energia de cada fóton se relaciona com a frequência (ou comprimento de onda) da radiação eletromagnética correspondente:

$$E = h f \quad (2.2)$$

Lembrando a equação (2.1), pode-se escrever também a equação (2.2) de outra forma:

$$E = h c / \lambda$$

Ambas as formas são equivalentes. O termo “h” representa a constante universal conhecida como “constante de Planck”. Seu valor é de $6,626 \times 10^{-27}$ erg·s (no sistema

²⁹ Ver a respeito o Capítulo 1 deste trabalho.

CGS), ou $6,626 \times 10^{-34}$ joule·s (no sistema MKS), ou ainda $4,136 \times 10^{-15}$ eV·s (a unidade eV é denominada elétron-volt)³⁰.

Finalizando, cabe ressaltarmos algumas implicações imediatas da relação de Planck-Einstein:

- Quanto maior for a frequência de uma radiação eletromagnética, maior será a energia do fóton correspondente. Um fóton de luz visível (vermelho) de frequência 5×10^{14} Hz, por exemplo, será 100 vezes mais energético que um fóton infravermelho de frequência 5×10^{12} Hz.
- Quanto menor for o comprimento de onda de uma radiação, maior a energia dos fótons correspondentes. Assim, um fóton de raios X com comprimento de onda de 1 angstrom, por exemplo, terá 5.000 vezes mais energia que um fóton de luz visível de comprimento de onda de 5.000 angstroms.
- O fato de um fóton ser mais *energético* **não** quer dizer que a *intensidade da luz* seja maior. As duas expressões não são sinônimas! A intensidade se relaciona ao número de ondas (ou de fótons) que chega a um detector simultaneamente. Cada um desses fótons pode ser mais (ou menos) energético. Os fótons de uma pequena fonte de raios X, por exemplo, são muito mais energéticos que o maior dos transmissores de rádio.
- Nas representações do espectro eletromagnético (Tabela 2.1 ou Figura 2.2), os fótons de maior energia são os dos raios gama, seguidos pelos dos raios X, luz ultravioleta, luz visível, luz infravermelha, micro-ondas e finalmente pelos das ondas de rádio, que são os menos energéticos entre todos.

2.6 Atividades sugeridas (para professores)

De início, recomendaríamos os exercícios abaixo para fixação dos conceitos vistos nos itens 2.3 a 2.5. Os dados, datas e valores neles mencionados são reais.

- Calcular o comprimento das ondas da sua rádio FM preferida.
- Digamos que a sua altura seja de 1,70 m. Qual a frequência de uma radiação eletromagnética cujo comprimento de onda fosse equivalente à sua altura? Em que região do espectro eletromagnético ela se encontraria?
- Calcule os comprimentos de onda para as radiações eletromagnéticas das frequências abaixo. Em seguida, coloque-as em ordem crescente de energia.
 - 100 MHz (típica de uma rádio FM)
 - 1000 kHz (típica de uma rádio AM)
 - 10 GHz (típica dos grandes radiotelescópios)

³⁰ Por definição, um elétron-volt é a quantidade de energia cinética ganha por um único elétron quando acelerado, no vácuo, por uma diferença de potencial de um volt.

- Entre os anos de 1990 e 2003, a NASA lançou quatro grandes telescópios espaciais, dentro de um projeto que se tornou conhecido como “Great Observatories”. Esses telescópios eram: o *Hubble* (lançado em 1990), o *Compton* (em 1991), o *Chandra* (em 1999) e o *Spitzer* (em 2003). Todos eles (com exceção do *Compton*) ainda se encontravam em operação no início de 2017. Cada telescópio era dotado de vários instrumentos (detectores), cada um deles concentrado em determinada faixa do espectro eletromagnético, para obter análises mais precisas em cada tipo de radiação. Eram eles:
 - O *Hubble* – o mais antigo e conhecido entre eles – possui cinco detectores (WFC3, NICMOS, STIS, ACS e WFPC), que permitem cobrir uma faixa espectral total que vai desde 1100 até 11.000 angstroms.
 - O *Compton* possuía quatro detectores (BATSE, OSSE, COMPTEL, EGRET), que permitiam a cobertura de uma região espectral de energias desde 30 keV até 30 GeV.
 - O *Chandra* possui quatro detectores (ACIS, HRC, HETGS e LETGS), cuja cobertura espectral abrange os comprimentos de onda desde 0,5 nm até 70 nm.
 - Finalmente, o mais recente deles, o *Spitzer*, possui três detectores (IRAC, IRS, MIPS), que lhe permitem uma cobertura da região entre 3 e 180 micrômetros.

Determine, para cada um desses quatro telescópios espaciais da NASA, a faixa total de cobertura espectral em angstroms. A seguir, e usando a tabela do espectro eletromagnético (Tabela 2.1), identifique em que regiões espectrais cada telescópio trabalha. São dados para este problema:

$$c = \text{velocidade da luz} = 300.000 \text{ km/s}$$

$$h = \text{constante de Planck} = 4,136 \times 10^{-15} \text{ eV} \cdot \text{s}$$

A seguir, encontram-se algumas questões para discussão em classe. Para algumas delas, será necessário acessar o website da NASA para a visualização de imagens em diversos comprimentos de onda. Os links respectivos são dados em cada questão:

- Questão 1: Por que razões é possível perceber a luz visível com nossos olhos e não podemos ver os raios X ou as ondas de rádio?

Uma linha de discussão que poderia ser explorada nesta questão é vista abaixo. Ela parece razoável? Por que motivos?

A resposta está em milhões de anos de evolução da espécie humana – e no fato de que nosso Sol é uma estrela amarela. Nossos olhos não passam de

detectores extremamente sofisticados – assim como um radiotelescópio ou um fotômetro. E, assim como ocorreu com a maioria das espécies biológicas, eles evoluíram ao longo das eras para captar o máximo de radiação que vem do Sol. Este, por sua vez, emite radiações eletromagnéticas em uma grande faixa de comprimentos de onda – mas, como todas as estrelas amarelas, o máximo de sua emissão corresponde exatamente à faixa da luz visível. A fisiologia de nossos olhos, portanto, simplesmente se adaptou à nossa estrela.

- Questão 2: No website <<http://www.chromoscope.net/>> pode ser encontrada uma série de imagens de nossa Galáxia (a Via Láctea) vista em diferentes comprimentos de onda do espectro eletromagnético, desde os raios gama até as ondas de rádio. Discuta as semelhanças e diferenças de cada imagem em relação à luz visível. Caso haja necessidade, recomenda-se consultar as seguintes páginas do website da NASA, que permitem identificar as características de cada uma dessas regiões:
 - <<https://imagine.gsfc.nasa.gov/science/objects/milkyway2.html>>
 - <https://mwmw.gsfc.nasa.gov/mmw_images.html#maps>

- Questão 3: No ano de 1054 d.C, astrônomos chineses registraram o aparecimento de uma “estrela nova” na constelação do Touro. Eles a descreveram como o astro mais brilhante do céu noturno, com exceção da Lua; durante alguns meses, seu brilho foi tão intenso que ela podia ser observada mesmo ao longo do dia. Hoje sabemos que se tratava de uma explosão de uma supernova, do tipo que chamamos Tipo II: o fim da vida de uma estrela gigantesca, com massa pelo menos oito vezes maior que a massa do Sol.

No século XVIII, o astrônomo francês Charles Messier notou uma pequena mancha nebulosa na região em que os chineses haviam avistado a supernova; ele a catalogou como o primeiro objeto da sua lista de objetos difusos, registrando-a como M1. Posteriormente, esse objeto ganhou o nome popular de “Nebulosa do Caranguejo”, em virtude de sua semelhança com esse crustáceo. Em 1949, verificou-se que M1 era uma intensa radiofonte, e, nos anos 1960, que era também uma das mais fortes fontes de raios X e de raios gama no céu; além disso, em 1968, descobriu-se que existia um pulsar (estrela de nêutrons em rápida rotação) no interior da Nebulosa do Caranguejo. Ele era um remanescente da explosão da supernova em 1054, e emitia pulsos regulares a cada 33 milissegundos. Por tudo isso, a Nebulosa do Caranguejo é um dos mais interessantes objetos de todo o céu, emitindo radiação eletromagnética em todos os comprimentos de onda, desde ondas de rádio até os raios gama.

Em <<https://imagine.gsfc.nasa.gov/science/toolbox/multiwavelength2.html>> pode-se acessar um site da NASA no qual são encontradas imagens da

Nebulosa do Caranguejo (M1) feitas no espaço por uma série de telescópios espaciais (e também em terra), operando em diferentes frequências: rádio, infravermelho, luz visível, ultravioleta e raios X. Em algumas delas, o pulsar pode ser percebido. Examine as imagens e procure identificar em cada caso a região de M1 da qual a radiação provém.

Referências bibliográficas para o Capítulo 2

CAPOZZOLI, U. *No reino dos astrônomos cegos – uma história da Radioastronomia*. Rio de Janeiro: Record, 2005.

CLERK MAXWELL, J. A dynamical theory of the electromagnetic field. *Philosophical Transactions, Royal Society of London*, 155, p. 499, 1865. Disponível em: <<http://rstl.royalsocietypublishing.org/content/155/459>>. Acesso em: 30 de março de 2017.

FISHBANE, P.; GASIOROWICZ, S; THORNTON, S. *Physics for scientists and engineers*. New Jersey: Prentice Hall, 2nd ed., p. 1117-30, 1996.

IF-UFRGS. Observatório Educativo Itinerante: o espectro eletromagnético. 2010. Disponível em: <<http://www.if.ufrgs.br/oei/>>. Acesso em: 3 de abril de 2017.

KRAGH, H. Max Planck: the reluctant revolutionary. *Physics World*, v. 13, n. 12, p. 31-5, 2000. Disponível em: <<http://physicsworld.com/>>. Acesso em: 9 de abril de 2017.

NATIONAL RADIO ASTRONOMY OBSERVATORY. Finding aid to the papers of Grote Reber. 2009. Disponível em: <<http://www.nrao.edu/archives/Reber/reber.shtml>> Acesso em: 6 de abril de 2017.

PAIS, A. *Einstein viveu aqui*. Rio de Janeiro: Nova Fronteira, p. 46, 1997.

PAIS, A. *“Sutil é o Senhor...”: A ciência e a vida de Albert Einstein*. Rio de Janeiro: Nova Fronteira, p. 379, 1995.

REBER, G. Cosmic static. *Astrophysical Journal*, v. 100, p. 279-87, 1944.

STROBEL, N. Astronomy notes. Disponível em: <<http://www.astronomynotes.com/>>. 2013. Acesso em: 31 de março de 2017.

%%%%%%%%%

Guia de estudos “Astrofísica Estelar para o Ensino Médio”

Capítulo 3 – Conhecendo o céu noturno

3.1 Introdução: a poluição luminosa e o céu

Nos dias de hoje, o crescimento desordenado das grandes cidades tem provocado em todo o mundo um aumento desenfreado não só da poluição atmosférica, como também da poluição luminosa (PL). A primeira, mais conhecida, é causada por gases tóxicos e por partículas sólidas (resíduos da queima de combustíveis fósseis), que são lançados de forma descontrolada na atmosfera. A segunda, muitas vezes ignorada, é, na maior parte dos casos, resultante da iluminação artificial mal projetada ou excessiva, com enorme desperdício de energia e sérios prejuízos ao meio ambiente. As consequências mais nocivas da poluição ambiental, como um todo, são notórias: o aquecimento global, a degradação do clima, o aumento das doenças respiratórias e cardiovasculares, a devastação dos recursos naturais e a escassez de alimentos. A saúde e a qualidade de vida de milhões de pessoas estão sendo prejudicadas em todo o planeta.

Por outro lado, os efeitos da poluição luminosa ainda permanecem relativamente despercebidos. No entanto, além das perdas ambientais e econômicas, a PL é a maior responsável pela gradativa degradação da qualidade do céu noturno, que por milênios foi objeto de admiração e deslumbramento de todos os povos e culturas. Com o ofuscamento de nossa visão das estrelas, perde-se também o conhecimento do céu – e, com ele, também a percepção de nosso lugar no Universo que nos envolve³¹.

Quantas estrelas conseguimos ver à noite? Estimativas recentes (SCHAAF, 2012) revelam que o número de estrelas visíveis a olho nu *em uma localidade com céu perfeitamente escuro, livre da poluição luminosa e sem Lua no céu* está em torno de 4.900 estrelas. Porém, quando considerada a poluição luminosa típica de uma grande cidade, esse número cai para algo em torno de 150 estrelas apenas³². Em outras palavras, perde-se 97% das estrelas que poderiam ser vistas em um céu escuro. Não admira que, segundo as estatísticas mais recentes disponíveis, a Via Láctea, cuja visão tem fascinado a humanidade desde os tempos mais remotos, seja hoje invisível para nada menos que um terço da população total do planeta. Já no Brasil, as mesmas

³¹ Algumas atividades e sugestões para aqueles (em especial, professores) que quiserem contribuir com ações efetivas para a conscientização do problema da PL junto ao público, bem como medidas simples para combatê-la, podem ser vistas no item 3.6 deste capítulo.

³² Esse tipo de estatística não representa o número de estrelas visíveis *em uma única noite*, mas sim o *total de estrelas visíveis durante o ano* (devido à translação da Terra em torno do Sol, uma fração dessas estrelas não pode ser vista em cada noite pelo efeito da conjunção solar – ou seja, por sua proximidade aparente do Sol durante o dia). O número de estrelas *visíveis em uma única noite* é aproximadamente metade daquele total, em média. Porém, a proporção de 97% permanece a mesma.

estatísticas demonstram que 63% de nossa população vivem em locais afetados pela poluição luminosa (FALCHI et al., 2016). Esse, lamentavelmente, é o efeito da poluição luminosa sobre a nossa percepção do firmamento.

A consequência de tudo isso sobre nossa familiaridade com o céu estrelado é evidente: não mais que algumas décadas atrás, era bastante frequente encontrarmos – mesmo em nossas grandes cidades – pessoas que sabiam localizar facilmente algumas constelações marcantes no céu, como o Cruzeiro do Sul ou o Escorpião; ou então alguns asterismos³³ famosos como as “Três Marias” (*Mintaka, Alnilam e Alnitak, as estrelas que formam o cinto do gigante caçador Orion, a constelação típica das nossas noites de verão*). Nos dias atuais isso é cada vez mais raro, com exceção dos locais mais recônditos, em que o céu ainda é escuro e a poluição luminosa ainda é insignificante. Tendo em vista essa possibilidade, iniciaremos este capítulo partindo da premissa de que o leitor tenha pouca familiaridade com o aspecto do céu noturno, com os sistemas de coordenadas celestes e a identificação dos objetos no céu. Caso isso não se aplique ao leitor, sugerimos que ele se dirija diretamente ao Capítulo 4.

3.2 Orientando-se no céu noturno

Em qualquer circunstância, o primeiro passo para orientar-se corretamente no céu é identificar os pontos cardeais no seu local de observação. Caso eles não sejam previamente conhecidos, uma primeira forma de determiná-los (*aproximadamente*) é identificar a região em que o Sol se põe no horizonte. Essa será, *grosseiramente*, a direção oeste³⁴. Feito isso, coloque seu corpo na “posição do Cristo Redentor” (de pé, com seus braços abertos em cruz), de tal forma que o seu braço esquerdo aponte para a região oeste. Nessa posição, seu braço direito estará apontando para leste, à sua frente estará o norte e atrás de você estará o sul. O ponto do céu diretamente acima da sua cabeça é chamado de *zênite*, e a linha imaginária no céu que une as direções norte e sul, passando pelo zênite, de *meridiano celeste* (ou *meridiano celeste local*).

Embora aproximada, essa primeira orientação será suficiente para iniciarmos. Para determinar os pontos cardeais com precisão posteriormente, podemos optar por um dos métodos a seguir:

³³Dá-se o nome de “asterismos” a quaisquer grupos de estrelas que formem figuras imaginárias facilmente reconhecíveis no céu noturno. Eles podem ser parte de uma das 88 constelações oficializadas pela União Astronômica Internacional, ou não.

³⁴ É importante notar que, quando dizemos “grosseiramente a direção oeste”, isso não é a mesma coisa que “o ponto cardinal Oeste”. Ao contrário do que se lê em alguns livros didáticos, o Sol **não** se põe exatamente no ponto cardinal Oeste em todos os dias do ano. A rigor, essa situação ocorre apenas nos dias dos equinócios de primavera e outono. Em todos os demais dias, podemos dizer que o Sol se põe “do lado oeste”, mas *não precisamente no ponto cardinal Oeste*.

- *Método 1: Sombras projetadas por um gnômon:* O gnômon é provavelmente o mais antigo instrumento astronômico de que se tem notícia; ele consiste simplesmente de uma haste ou vara fincada no chão, na vertical. Observando a sombra projetada por um gnômon ao longo de um dia, os astrônomos antigos notaram que ela era muito longa ao amanhecer e ao fim da tarde; e que o momento em que ela era mais curta era exatamente o meio-dia no horário solar. A direção da sombra do gnômon nesse preciso momento define com exatidão a linha Norte-Sul (ou seja, também o meridiano local).

Com um experimento prático (ver Figura 3.1), você pode fazer essa determinação em qualquer local ao ar livre durante um dia ensolarado. Com um giz na ponta de um barbante, trace uma circunferência tendo como centro a base do seu gnômon (lembre-se, *ele deve estar bem na vertical*). Marque os pontos em que a sombra do gnômon cruza exatamente a circunferência (uma dessas marcas será feita durante a manhã e a outra, à tarde). A reta que une essas duas marcas indica a linha Leste-Oeste (E-O). A linha perpendicular a ela indica a linha Norte-Sul (N-S).

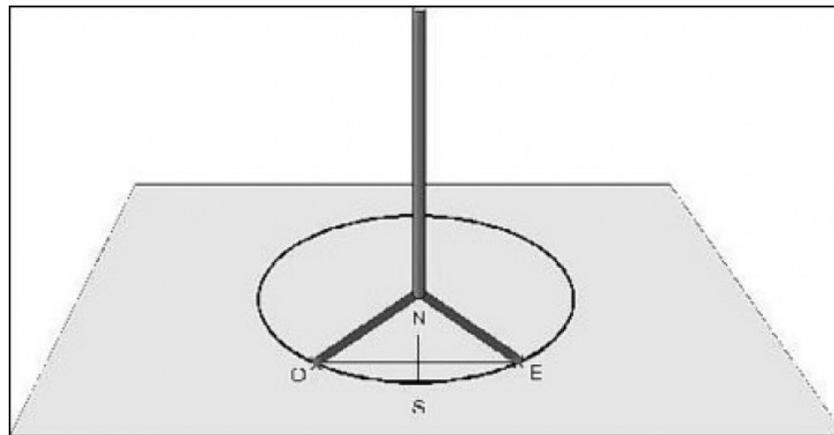


Figura 3.1 – Experimento para determinar os pontos cardeais com precisão usando um gnômon. (Crédito: Creative Commons – CC BY 3.0 – Pontos Cardeais – Fundação Planetário da Cidade do Rio de Janeiro.)

- *Método 2: Uso de bússola:* as bússolas tradicionais, também usadas para orientação e navegação há séculos, são dispositivos simples dotados de uma agulha magnetizada que permite indicar a direção do Norte-Sul magnético. Nos dias de hoje, uma variante mais comum é o uso das “bússolas digitais”, que usam os magnetômetros (sensores de campo magnético) existentes no interior de quase todos os *smartphones* modernos para atuarem da mesma forma que uma bússola tradicional (naturalmente, através de aplicativos ou softwares adequados). Tanto em um caso como em outro, é importante verificar que não haja a interferência de campos magnéticos espúrios nas proximidades do dispositivo e, se necessário, calibrá-lo antes da medida. Por fim, cabe lembrar que a direção Norte-Sul indicada pelas agulhas das bússolas tradicionais é a magnética e não a verdadeira (geográfica); assim, para encontrar a direção geográfica, é necessário fazer a

correção por um fator chamado *declinação magnética*, (o ângulo entre o Norte magnético e o Norte verdadeiro), cujo valor varia no tempo e depende de cada local da superfície terrestre³⁵. No caso das bússolas dos *smartphones*, a maior parte dos aplicativos já permite ao usuário optar entre mostrar o Norte magnético ou o verdadeiro (o ajuste da declinação magnética nesse caso é calculado usando o próprio GPS do aparelho)³⁶.

Existem ainda outras formas (menos precisas, porém tradicionais) de determinar os pontos cardeais, entre elas a famosa regra de encontrar o polo sul celeste pelo prolongamento do braço maior (ou “corpo”) do Cruzeiro do Sul por uma distância de 4,5 vezes a partir do pé da cruz. Um bom sumário desses métodos pode ser visto em SCHIEL, D.; OLIVEIRA, H.J.; HONEL, J. (2000).

Além da determinação dos pontos cardeais, é essencial o conhecimento das coordenadas geográficas (latitude, longitude) e, se possível, a altura do local de observação. Até poucos anos atrás, isso implicava a consulta a mapas urbanos ou rodoviários; hoje, essa é uma informação facilmente disponível a qualquer momento em computadores, *laptops*, *tablets* e *smartphones*, através de softwares do tipo *Google Maps* ou semelhantes.

3.3 Movimento aparente da esfera celeste

Como vimos no Capítulo 1, devido às imensas distâncias em que as estrelas se encontram, não conseguimos ter uma percepção tridimensional do céu noturno: ao contrário, as estrelas aparentam estar “projetadas” em uma imensa superfície esférica (mais ou menos a mesma impressão que temos quando assistimos a uma sessão de planetário). Essa esfera imaginária, centrada no observador, é denominada *esfera celeste*. Ela é uma abstração, é claro – mas é bastante útil para entendermos os movimentos aparentes dos astros.

Se nos detivermos por algumas horas observando o céu estrelado, perceberemos que o seu aspecto vai mudando no decorrer do tempo: enquanto algumas estrelas se põem no horizonte oeste, outras vão nascendo a leste. Exatamente como ocorre com o Sol durante o dia, e também com a Lua e os planetas durante a noite. Esse movimento de leste para oeste é chamado *movimento aparente (ou diurno) da esfera celeste*, e é causado simplesmente pela rotação da Terra em torno do seu eixo no sentido oposto.

³⁵ O valor da declinação magnética para cada momento e cada ponto da superfície terrestre pode ser obtido *online* na internet pelo website da NOAA (National Oceanic and Atmospheric Administration), disponível em <<https://www.ngdc.noaa.gov/geomag-web/>>. Acesso em: 16 de abril de 2017.

³⁶ Uma série de aplicativos para converter o seu *smartphone* em bússola pode ser obtida gratuitamente no site <<https://play.google.com/store?hl=pt-BR>> (para o sistema operacional Android) ou então em <<https://itunes.apple.com/br/genre/ios/id36?mt=8>> (para IOS). Acessos em: 16 de abril de 2017.

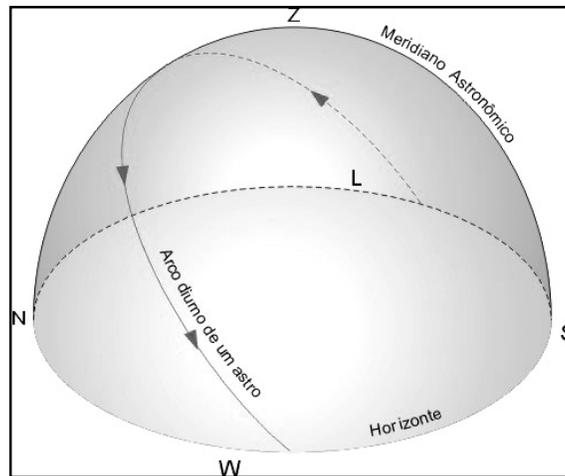


Figura 3.2 – Movimento diurno de um astro na esfera celeste. (Crédito: Santiago, UFRGS, 2005.)

A Terra leva 23h56m04s para efetuar uma rotação em torno de si mesma, em relação às estrelas. Esse período de tempo é denominado *dia sideral*. Dito de outra forma, o dia sideral é precisamente o intervalo de tempo decorrido entre duas passagens consecutivas de uma estrela qualquer pelo mesmo ponto do céu (em particular, pelo meridiano celeste local). Note que isso é diferente do *dia solar*, que é o intervalo de tempo decorrido entre duas passagens consecutivas *do Sol* pelo meridiano celeste. A causa desses quase quatro minutos de diferença é o movimento de *translação da Terra em torno do Sol*, que é, em média, de aproximadamente um grau por dia (ou, mais precisamente, $0,986^\circ/\text{dia}$).

Sabemos portanto que um dia sideral é aproximadamente 4 minutos mais curto do que um dia solar médio (civil, no qual baseamos nosso calendário). Ora, mas isso significa que essa diferença, em uma base acumulada, é o mesmo que:

- 60 min (1 hora) após 15 dias civis
- 120 min (2 horas) após 30 dias civis
- 180 min (3 horas) após 45 dias civis
- 240 min (4 horas) após 60 dias civis
-e assim por diante.

Uma consequência disso é que, para qualquer ano, o aspecto do céu que vemos, por exemplo, no dia 30 de março às 22h30m será semelhante:

- Ao aspecto do céu no dia 15 de abril às 21h30m
- Ao aspecto do céu no dia 30 de abril às 20h30m
- Ao aspecto do céu no dia 15 de maio às 19h30m
- Ao aspecto do céu no dia 30 de maio às 18h30m
-e assim por diante.

Essa equivalência será de grande valia no planejamento de nossas observações, como veremos nos capítulos seguintes.

3.4 Estrelas e constelações

Voltemos agora ao aspecto do firmamento. Ao observá-lo casualmente a olho nu, nossa primeira percepção provavelmente será que as estrelas não são todas iguais: tanto seus brilhos aparentes como suas cores são diferentes entre si. Nos próximos capítulos, veremos por que isso acontece e o que pode ser deduzido a partir dessas duas características. Mas há mais algo que nos chamará a atenção em seguida: muitas das estrelas parecem formar pequenos grupos entre si (como se fossem figuras no céu). A essas figuras imaginárias denominamos *constelações*.

Ao longo dos séculos, diferentes povos e culturas procuraram representar no céu seus heróis, suas criaturas mitológicas, ou até mesmo objetos e animais do seu dia a dia. Foi dessa forma que cada cultura imaginou suas próprias constelações no céu: por exemplo, as mesmas estrelas que para os gregos antigos formavam as constelações de Orion (*o mítico gigante caçador, filho de Poseidon e Euryale*) e do Touro (*o touro branco em que Zeus se metamorfoseou para seduzir e raptar a bela Europa, filha do rei da Fenícia*), para a imaginação dos egípcios delineavam a constelação de Osíris, o deus da luz. Já para os habitantes das Ilhas Marshall (situadas na região da Micronésia, no Oceano Pacífico), delimitavam a figura de um polvo. Para os índios chimus, no Peru, um criminoso prestes a ser devorado por quatro abutres. Para os maoris da Nova Zelândia, a canoa de Tamarateti, o mítico ancestral do povo maori. Para os chineses, a figura de Tsan, o supremo comandante, defensor das aldeias agrícolas... e assim por diante (STAAL, 1988). A lista seria quase infindável, incluindo nossos indígenas tupis-guaranis, que ali viam a constelação do Homem Velho: um homem casado com uma mulher muito mais jovem, que acaba por matá-lo para ficar com o cunhado (AFONSO, 2006).

Modernamente, existem 88 diferentes constelações, conforme aprovado oficialmente em 1928 pela União Astronômica Internacional (no Apêndice A deste capítulo estão listados os seus nomes e abreviações). A maior parte delas teve origem na mitologia greco-romana, incluindo as 48 constelações relacionadas por Ptolomeu na sua famosa obra *Almagesto*, por volta de 150 d.C. As constelações restantes foram introduzidas na época das grandes navegações, sendo catalogadas por astrônomos dos séculos XVII e XVIII, principalmente Johannes Bayer (em 1604), Johannes Hevelius (em 1690) e Nicolas-Louis de Lacaille (em 1763). As conhecidas constelações do Zodíaco (a faixa do céu que os planetas, Lua e Sol percorrem durante o ano) fazem parte do primeiro grupo.

Convém lembrar que a associação entre as estrelas de uma constelação qualquer é apenas *aparente*. Não existe nenhuma relação, por exemplo, entre as distâncias a que se encontram as estrelas individuais de quaisquer constelações: se as vemos próximas, é apenas por um efeito de perspectiva. Por exemplo, duas estrelas podem ser vistas lado a lado no céu – mas na realidade uma delas pode estar apenas a poucos anos-luz

de distância, enquanto que a outra se encontra a milhares de anos-luz de nós. Como não temos uma percepção “tridimensional” do firmamento, nada podemos afirmar a esse respeito pela simples observação das constelações. Porém, se nos lembrarmos das imensas distâncias às quais as estrelas se situam, podemos entender por que o formato das constelações não muda significativamente no decorrer de anos, décadas ou mesmo alguns séculos. Por esse motivo é que na Antiguidade as estrelas eram referidas, de forma geral, como “estrelas fixas” – ao contrário dos planetas, que se movem por entre as estrelas de maneira facilmente perceptível no decorrer de dias, ou meses, ou poucos anos apenas. O nome “planeta”, por sinal, é de origem grega e significa “astro errante” – ou seja, aquele que se movimentava. Hoje sabemos que cada estrela possui um movimento próprio – porém só é possível detectá-lo ao longo de muito tempo e com o uso de instrumentos (astrométricos) extremamente precisos.

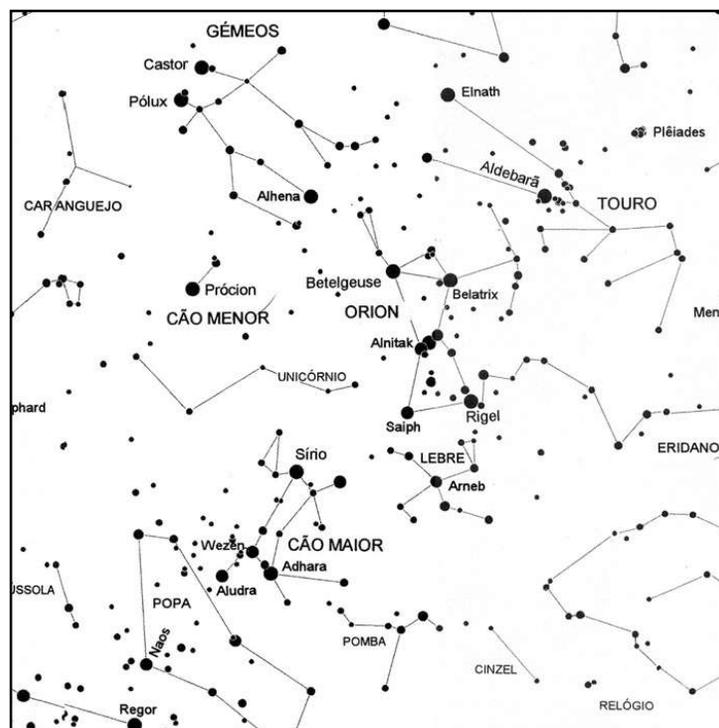


Figura 3.3 – Algumas constelações típicas do céu de verão no Hemisfério Sul. Ao centro, Orion, o gigante caçador. A norte dele, vemos o Touro e os Gêmeos. Ao sul, a Lebre e o Cão Maior. (Crédito: G. Almeida.)

Se não nos é possível perceber mudanças no formato das constelações, por outro lado é fácil notar que as constelações que podemos ver em cada estação do ano são diferentes. Isso se deve, é claro, ao movimento de translação da Terra em torno do Sol. Por exemplo, as figuras 3.3 e 3.4 mostram algumas das constelações típicas de nossos céus austrais, respectivamente no meio de verão (31 de janeiro) e no meio do outono (30 de abril). A configuração corresponde, aproximadamente, ao céu por volta de 22:00 no horário local (desconsiderado o horário de verão) nessas datas. Note que,

neste exemplo, o intervalo de datas entre o aspecto das duas cartas no mesmo horário é de *três meses*; ora, se levamos em conta a relação de equivalência descrita no item 3.3, esses três meses equivaleriam a *seis horas* de diferença. Em outras palavras, o aspecto do céu visto na Figura 3.4 *também pode ser visto no dia 31 de janeiro* – não mais às 22:00, é claro, mas *seis horas depois* – ou seja, por volta de quatro horas da madrugada do dia 1 de fevereiro.

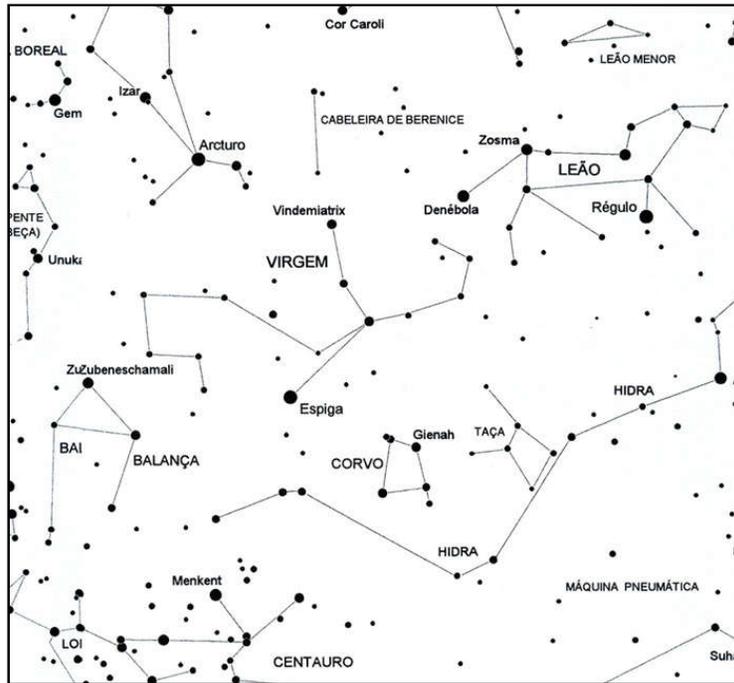


Figura 3.4 – Algumas constelações típicas do céu de outono no Hemisfério Sul. Na diagonal, três constelações zodiacais: Leão, Virgem e Balança. Ao sul, o Corvo e o Centauro. (Crédito: G. Almeida.)

A designação das estrelas de cada constelação geralmente segue a ordem dos seus brilhos aparentes, usando-se o alfabeto grego para indicá-las. A primeira letra grega, Alfa (α), é reservada para a mais brilhante; Beta (β) para a segunda; Gama (γ) para a terceira, e assim por diante. Após a letra grega, segue-se o nome da constelação ou sua abreviatura. Estas podem estar em português ou, se desejar, em latim, no genitivo. Por exemplo, Alfa do Centauro (ou Alfa Centauri) é a estrela mais brilhante da constelação do Centauro; Beta Centauri (ou Beta do Centauro), a seguinte, e assim por diante. Esse sistema foi originalmente proposto por Johannes Bayer em 1603, e usado em seu atlas celeste *Uranometria*. Quando o número de estrelas da constelação ultrapassa o número de letras do alfabeto grego, passa-se a usar o alfabeto latino e, depois, pares de letras latinas para designar as estrelas (LIMA NETO, 2017).

Embora o reconhecimento das constelações (ao menos as mais importantes) seja essencial para nos orientarmos no céu e principalmente como um passo inicial para

nos prepararmos para as etapas que veremos nos próximos capítulos, ele não é suficiente, para fins práticos, para a localização correta dos diferentes objetos celestes. Para isso, precisaremos definir sistemas de coordenadas universalmente aceitos. Esse será o objeto do próximo capítulo.

3.5 Cartas celestes

Após nos orientarmos inicialmente conforme os itens anteriores, necessitaremos agora de cartas ou mapas celestes para uma localização precisa das estrelas no céu. Existem várias alternativas para obtê-las: nos dias de hoje, a mais prática e de menor custo certamente é prepará-las pela internet através de websites ou softwares gratuitos, e *imprimir as cartas* para seu uso posterior. Não se recomenda o uso direto dos pequenos mapas de aplicativos de celular no momento da observação, nem olhar a tela do seu computador na mesma circunstância. A forma correta é sempre imprimir as cartas previamente e usá-las à noite, com o auxílio de uma lanterna vermelha. Um segundo método é preparar (ou adquirir) um planisfério celeste. Um terceiro, adquirir um atlas celeste de boa qualidade; existem vários disponíveis (mas, nesse caso, não gratuitamente).

Nos parágrafos a seguir e nas referências bibliográficas, detalharemos cada uma dessas opções. Porém, seja qual for a opção escolhida, é conveniente lembrar a posição correta para usar uma carta celeste no momento da sua observação (LANGHI, 2002): ela *não* deve ser colocada sobre uma mesa para sua leitura, mas sim posicionada sobre a sua cabeça, alinhando-se os pontos cardeais indicados na carta com aqueles que você determinou previamente segundo o item 3.2.

3.5.1 Obtenção das cartas pela internet

A maneira mais prática para o iniciante é preparar suas próprias cartas simples antes da observação a partir de um website específico na internet, o que também representará um aprendizado. Essa preparação pode ser feita pelo observador em qualquer um dos websites abaixo:

- Cartas Celestes: website desenvolvido pelo astrônomo Leandro Guedes (Fundação Planetário da Cidade do Rio de Janeiro):

<<http://cartascelestes.com/>>

- Heavens Above: website desenvolvido por Chris Peat (Heavens-Above GmbH, Alemanha):

<<http://www.heavens-above.com/>>

Qualquer que seja o website escolhido, o observador deverá inicialmente configurar a sua localização geográfica (ou digitando o nome de sua cidade, ou através das suas

coordenadas geográficas). Por exemplo, para o caso de São Paulo, SP, digitaríamos: Latitude -23.5505 graus, Longitude -46.6333 graus, altura 767 m. Configure a seguir o mapa que se abriu para a data e hora exatas em que você planeja iniciar a sua observação. Não esquecer de verificar se o horário digitado está sendo especificado como o seu horário local (por exemplo, a Hora Oficial de Brasília), ou se está em Tempo Universal (UT) ou ainda Tempo Universal Coordenado (UTC)³⁷. Mude a aparência do mapa para “preto e branco” e ajuste as demais configurações de acordo com suas preferências. Imprima o mapa final e use-o na sua observação.

Um exemplo de mapa celeste (neste caso, obtido através do website Cartas Celestes) é visto na Figura 3.5.

Uma boa alternativa é a preparação das cartas através de um dos softwares gratuitos “tipo planetário”, que permitem essa facilidade. Sugerimos o uso dos softwares a seguir (ambos possuem versões em português):

- Cartes du Ciel (Star Charts), desenvolvido pelo engenheiro de computação e astrônomo amador Patrick Chevalley, de Genebra, Suíça. O software e os bancos de dados associados podem ser baixados em qualquer dos sites abaixo:

<<http://www.ap-i.net/skychart/fr/start>>

<<https://sourceforge.net/projects/skychart/>>

- Stellarium, desenvolvido pelo engenheiro e analista de sistemas francês Fabien Chéreau. O software e os bancos de dados associados podem ser baixados em:

<<http://www.stellarium.org/pt/>>

As recomendações para a configuração dos softwares são semelhantes às vistas no parágrafo acima para os mapas preparados em websites.

³⁷ O horário oficial de Brasília é normalmente (UTC-3) horas e, durante o Horário Brasileiro de Verão, (UTC-2) horas nos estados brasileiros em que o HBV é usado. Para todas as nossas finalidades práticas, as siglas UTC (*Coordinated Universal Time*, ou Tempo Universal Coordenado) e UT (*Universal Time*, ou Tempo Universal) são consideradas equivalentes à tradicional *hora de Greenwich* (GMT).

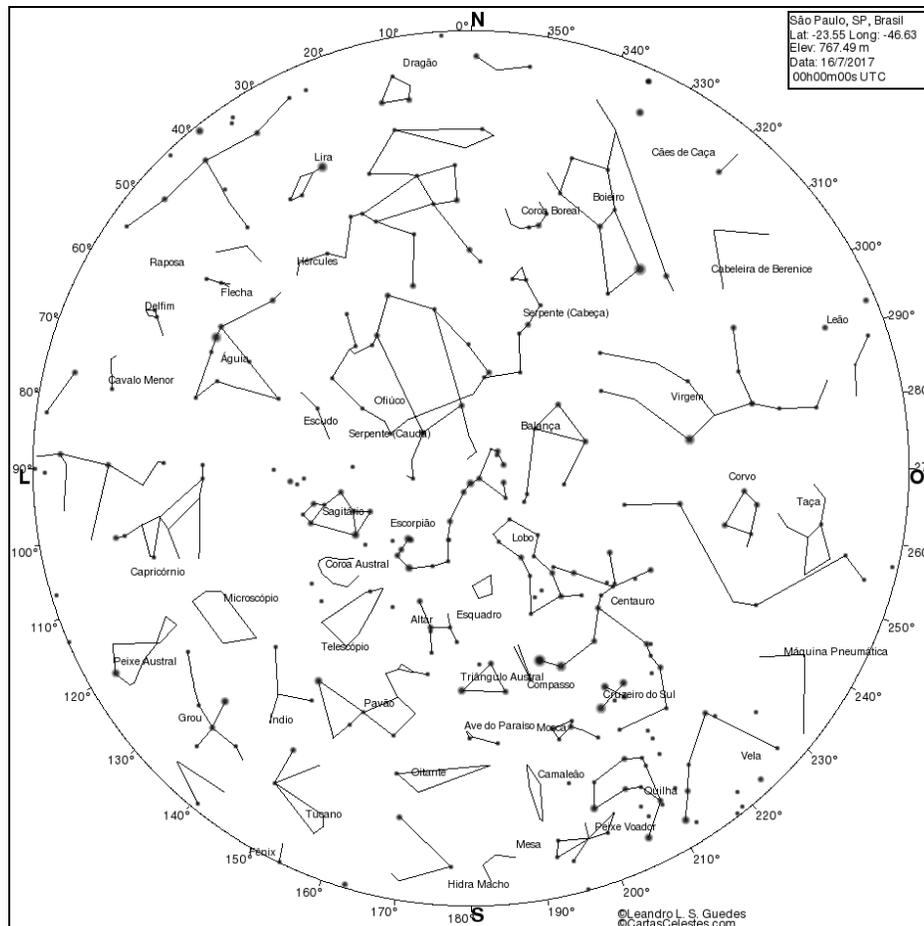


Figura 3.5 – Carta celeste que reproduz o céu na cidade de São Paulo, na data de 15 de julho de 2007, às 21:00 locais (ou 00:00 UTC do dia 16 de julho). O aspecto é típico das noites de inverno: a constelação do Escorpião está próxima ao zênite, com o Sagitário a leste dele. A sul-sudoeste são vistos o Lobo, o Centauro e o Cruzeiro do Sul. (Crédito: Leandro Guedes.)

3.5.2 Planisférios celestes

Na época pré-internet, essa era considerada a forma mais prática e simples de simular o aspecto do céu de um determinado local em qualquer época do ano. Trata-se de uma esfera celeste planificada, geralmente composta por duas peças: um mapa do céu inteiro, que é coberto por uma máscara que deixa à mostra apenas o céu visível na data e hora desejadas. Tem a vantagem de apresentar, em um único dispositivo, o céu local em qualquer instante; porém, tem a desvantagem de servir apenas para a latitude para a qual a peça foi projetada (ou em latitudes muito próximas desta). Os planisférios celestes não fornecem, evidentemente, as posições dos planetas, Lua e outros astros do Sistema Solar.



Figura 3.6 – Planisfério celeste projetado para a latitude 30° Sul. Notar os dois círculos graduados com os meses do ano de janeiro a dezembro e as horas entre 0h e 24h. Ajustando-os para a data e a hora da observação, tem-se uma boa reprodução do aspecto do céu local (Crédito: M.F. Saraiva, UFRGS.)

Até fins do século XX, era relativamente comum encontrarmos planisférios celestes prontos à venda em livrarias ou em planetários. Com o advento da internet e das cartas dos websites, esse mercado parece ter se estreitado; hoje é raro encontrá-los, a não ser em alguns websites de grandes lojas virtuais internacionais. A solução tem sido construir o próprio planisfério celeste, o que não é difícil para as pessoas que possuem habilidade manual. Duas alternativas para tanto são as seguintes:

- Planetário celeste da UFRGS (Maria de Fátima Saraiva et al.): Contém os arquivos para impressão e montagem de planisférios celestes para as latitudes de 10°, 20° e 30° Sul, bem como instruções para montagem e uso dos mesmos. Disponível em (acesso em 19 de abril de 2017):

<<http://www.if.ufrgs.br/~fatima/planisferio/celeste/planisferio.html>>

- Planetário da OBA – Olimpíada Brasileira de Astronomia (Barroso Junior, J., et al.): Projetado para a latitude 23,5° Sul. Arquivos de impressão e instruções para montagem e uso do dispositivo em (acesso em 19 de abril de 2017):

<<http://www.pontociencia.org.br/experimentos/visualizar/planisferio-celeste-rotativo/446>>

3.5.3 Atlas celestes

Desde o lançamento dos populares softwares “tipo planetário”, há aqueles que consideram os atlas estelares impressos como algo caro, pesado e obsoleto. Não compartilhamos dessa opinião: a nosso ver, estamos falando de duas coisas complementares. De início, devemos considerar que aqui não estamos mais na mesma categoria das cartas celestes simples ou planisférios mencionados nos itens anteriores, que servem apenas para o reconhecimento das constelações a olho nu. Agora estamos tratando de cartas celestes para uso nas observações com pequenos instrumentos (como binóculos ou telescópios). Para essa finalidade, as duas opções são o uso de atlas impressos ou então imprimir cartas preparadas previamente nos softwares mencionados.

Nesse particular, os softwares sem dúvida ganham em funcionalidade, mas seu uso tem uma limitação: nenhum observador experiente tentaria visualizar um objeto difuso e tênue (como uma galáxia) logo após olhar para *qualquer* tipo de tela, seja ela de um *laptop*, *tablet* ou *smartphone* (mesmo com o recurso *night vision* que todos os aplicativos possuem). Não importa qual o dispositivo usado: a adaptação dos olhos ao escuro (e a visão do objeto) será sempre prejudicada. O ideal é dispor de ambos os recursos: é claro que todos sempre usaremos os softwares astronômicos, e esse é um caminho sem volta. Porém, em determinadas circunstâncias, ter em mãos um atlas celeste (ainda que simples) é essencial.

No Apêndice B deste capítulo estão relacionadas algumas sugestões de bons atlas celestes impressos. Uma análise comparativa e detalhada desses (e de outros) atlas celestes pode ser vista em BAKICH, 2014.

Além dos softwares tipo planetário, nos últimos anos surgiram alguns websites que disponibilizam, em arquivos PDF, cartas celestes prontas e bastante detalhadas, algumas das quais se aproximam dos atlas impressos. Elas têm a grande vantagem de poder ser baixadas gratuitamente – e depois impressas para, assim como os softwares, ser usadas com auxílio de uma luz vermelha, evitando a perda da adaptação dos olhos ao escuro. O observador poderá montar assim o seu próprio atlas celeste completo, com custo limitado ao da própria impressão. Essa é uma opção para os observadores mais avançados, que já estejam bem familiarizados com o céu a olho nu. Dois desses sites são relacionados também no Apêndice B deste capítulo.

3.6 Atividades sugeridas (para professores)

- No site da International Dark-Sky Association (IDA) está disponível um excelente vídeo denominado *Losing the dark*, que demonstra os efeitos danosos da poluição luminosa. Sua duração é de 6,5 minutos, e ele pode ser baixado em diversos formatos, com narração em português. Escolha o formato que mais se adapta ao ambiente de sua sala de aula e projete-o para os alunos. Em seguida, conduza uma discussão com eles, com ênfase nas ações que podemos tomar individualmente para reduzir esse sério problema. Se houver tempo, faça um pequeno concurso de ideias entre os seus alunos, para que eles apresentem suas sugestões, e incentive as que forem consideradas melhores (através de um prêmio ou o que você considerar mais adequado).

O vídeo da IDA pode ser obtido em:

<https://www.lochnessproductions.com/shows/ida/ltd_flatscreen.html>

- Durante o Ano Internacional da Astronomia, em 2009, propusemos um projeto de observação chamado “A Maratona da Via Láctea”, que visava medir o grau de poluição luminosa em diversas cidades brasileiras, com o objetivo de conscientizar a população para esse grave problema. O experimento (cujas condições ideais para realização se dão entre os meses de junho a setembro) consiste na avaliação do número de estrelas da constelação do Escorpião visíveis do local da observação, através de uma simples comparação com mapas padronizados. Com esse teste simples, pode-se avaliar um índice da poluição luminosa local, que tecnicamente chamamos de “magnitude limite”, mas que procuramos exprimir de forma mais acessível como uma pergunta: “Que nota, entre zero e sete, você daria ao céu da sua cidade?”³⁸. A versão original (completa) do experimento, desenvolvida em 2009, está em:

<<http://www.darkskiesawareness.org/files/Maratona%20da%20Via%20Lactea.pdf>>

No entanto, esse experimento pode ser realizado em qualquer ano, a olho nu e sem nenhum equipamento especial. Uma versão simplificada da “Maratona da Via Láctea” continua disponível na Web, no site abaixo, mantido pela UNESP:

<<https://sites.google.com/site/maratonavialactea/>>

Sugerimos ao professor ler as duas versões e propor aos alunos que façam o experimento em suas casas à noite, com base na versão simplificada. Eles devem responder ao questionário nela proposto e trazer uma cópia com suas respostas para que se possa fazer, em sala, uma amostragem estatística das medições dos alunos. A média delas indicará o grau de PL do céu da cidade. Note que os mapas-padrão para realização do experimento são exatamente os mesmos nas duas versões.

³⁸ Como a escala de magnitudes é por definição uma escala inversa, um céu muito poluído (poucas estrelas visíveis) significa um valor baixo da magnitude-limite, e portanto uma “nota” baixa para o céu.

- Reúna seus alunos em algum local de sua escola em que a luz solar incida durante o dia (um pátio ou quadra de esportes, por exemplo). Inicialmente prepare com eles um gnômon (pode ser uma haste ou vara fincada no chão bem na vertical). Usando o roteiro visto no Método 1 do item 3.2, use-o agora para determinar os pontos cardeais no local que você escolheu. Em seguida, peça para os alunos marcarem com uma fita crepe a direção do meridiano Norte-Sul e a linha Leste-Oeste no local.
- Divida os alunos em grupos de no máximo 5 alunos cada. Mostre a eles (ou peça para eles assistirem em casa) o vídeo *Relógio solar*, do Prof. João Batista Canalle, que está disponível em: <<https://www.youtube.com/watch?v=5Muv7Sr1wMc>>. A seguir, peça aos grupos que construam em casa um relógio de sol a partir das instruções nele contidas. Feito isso, leve os alunos ao local em que você realizou o experimento anterior e, aproveitando a marcação dos pontos cardeais que eles fizeram com a fita crepe, peça a cada grupo para determinar o horário solar usando os relógios que construíram.
- Usando um dos websites recomendados no item 3.5.1 (Cartas Celestes ou Heavens Above) construa em sala, junto com os alunos, um mapa que represente o céu de sua cidade, configurado para a noite em que você planeja a observação, às 20:00 no horário local. Mostre a eles a forma correta de usar a carta e destaque as principais constelações visíveis nessa data e hora. Nessa primeira abordagem, esse mapa deve estar configurado com os nomes e as linhas das constelações habilitadas. Imprima a seguir (ou peça para os alunos imprimirem em casa) o mesmo mapa, com as estrelas em negro sobre fundo branco, mantendo as linhas das constelações, mas com os seus nomes *desabilitados*. Peça a eles para realizarem a observação à noite em suas casas (geralmente esse trabalho é mais prazeroso quando feito em grupos: você poderá sugerir aos alunos que façam dessa forma. Ou até, se for possível, a melhor opção: faça a observação em conjunto com eles). Seja qual for a sua opção, peça aos alunos para identificarem e *desenharem* (ou *marcarem* nos mapas impressos) aquelas constelações que eles conseguiram reconhecer. Na aula seguinte, verifique os resultados e discuta as dificuldades que eles tiveram. Repita esse exercício em outras épocas do ano ou em horários diferentes.
- Usando agora o software Stellarium (ver item 3.5.1), configure o céu de sua cidade para o dia 1 de março às 20:00 (horário local). Verifique: nesse horário, Sirius (a estrela mais brilhante do céu) deve estar no meridiano. Habilite então e volte a desabilitar as linhas e nomes das constelações para que os alunos se familiarizem com algumas das principais constelações deste céu: Orion, Touro, Gêmeos, Cão Maior, Cão Menor, Lebre. Observe agora em especial a posição do Cruzeiro do Sul, que estará nascendo a sudeste. Altere agora o horário, avançando duas horas na “janela de datas e horas” do software (ou seja, para as 22:00). Observe a mudança no aspecto do céu, devida ao *movimento diurno da esfera celeste* (ver item 3.3), e discuta-a com os alunos. Algumas constelações estão se pondo no horizonte oeste, enquanto outras nascem a leste. Quais são elas? Verifique a posição do Cruzeiro do Sul: o que aconteceu? Avance agora mais duas horas (até as 24:00). Repita as perguntas acima. Em seguida avance mais

duas horas, repetindo o procedimento até as seis horas da manhã, horário em que o Sol estará quase nascendo. Quais as constelações visíveis agora? O que aconteceu com a posição do Cruzeiro do Sul no decorrer das horas?

Este exercício será mais produtivo se for feito no início do ano letivo (preferivelmente em março), pois assim os alunos poderão observar, de suas casas e logo no início da noite, o aspecto do céu que foi visto no Stellarium. Obviamente, se desejar, o professor pode configurar a data de início do exercício acima, mudando-a de 1 de março para aquela que lhe parecer mais conveniente.

- No caso de se realizar esse mesmo exercício no início do segundo semestre letivo (agosto), sugerimos configurar o Stellarium para o dia 1 de agosto às 20:00. Essa data e horário são convenientes para facilitar a identificação, pois a constelação do Escorpião estará praticamente no meridiano celeste. O restante do procedimento será idêntico ao visto acima.

Uma variante dos exercícios anteriores, ainda com o auxílio do Stellarium, é verificar a mudança da aparência do céu ao longo do ano devido à *translação da Terra em torno do Sol* (ver item 3.3). Para esse caso, o mais conveniente é configurar o horário sempre para 00:00 no horário local. Já a configuração da data de início nesta variante é indiferente, podendo ser em qualquer dia em que o professor pretenda realizar o exercício. Note que agora, em vez de avançarmos as horas de duas em duas horas, como no exercício precedente, devemos avançar apenas a *data, de mês em mês*, mantendo sempre o horário fixo em 00:00. Note que isso corresponde exatamente à relação de equivalência mencionada no fim do item 3.3.

Referências bibliográficas para o Capítulo 3

ALMEIDA, G. *Roteiro do céu*. Santa Marta de Corroios, Portugal: Plátano Editora, 5ª ed., 2010.

AFONSO, G.B. Mitos e estações no céu tupi-guarani. *Scientific American Brasil*, v. 14, p. 46-55, 2006.

BAKICH, M. Choose a star atlas that's right for you. *Astronomy Magazine* (ed. online), April 2014. Disponível em: <<http://www.astronomy.com/observing/get-to-know-the-night-sky/2014/04/choose-a-star-atlas-thats-right-for-you>>. Acesso em: 20 de abril de 2017.

FALCHI, F. et al. The new world atlas of artificial night sky brightness. *Science Advances*. American Association for the Advancement of Science, v. 2, n. 6, 2016. Disponível em:

<<http://advances.sciencemag.org/content/2/6/e1600377/tab-article-info>>. Acesso em: 15 de abril de 2017.

LANGHI, R. Curso básico de Astronomia prática. Apostila, p.7, 2002. Disponível em: <https://sites.google.com/site/proflanghi/curso_astronomia_pratica>. Acesso em: 21 de abril de 2017.

LIMA NETO, G.B. Astronomia de posição. Notas de aula, apostila. Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da Universidade de São Paulo, 2017. Disponível em: <<http://www.astro.iag.usp.br/~gastao/AstroPosicao/Curso2017.pdf>>. Acesso em: 19 de abril de 2017.

PASACHOFF, J. *A field guide to stars and planets*. New York: Houghton Mifflin Co., 4th ed., 2006.

RIDPATH, I. *Norton's star atlas and reference handbook*. New York: Dutton, Penguin Group, 20th ed., 2004.

SANTIAGO, B. Apostila de Astronomia Geodésica. UFRGS, 2005. Disponível em: <<http://www.if.ufrgs.br/oei/santiago/fis2005/textos/index.htm>>. Acesso em: 16 de abril de 2017.

SCHAAF, F. Calculating stars lost. In: *Seeing the Sky: 100 Projects, Activities & Explorations in Astronomy*, 2nd ed., p. 123-4. New York: Dover Publications, 2012.

SCHIEL, D.; OLIVEIRA, H.J.; HONEL, J. Pontos cardeais e orientação. In: *Ciências para professores do Ensino Fundamental – Astronomia*. São Carlos, SP: Centro de Divulgação Científica e Cultural (CDCC), Universidade de São Paulo (USP). 2000. Disponível em: <<http://www.cdcc.sc.usp.br/cda/ensino-fundamental-astronomia/parte1a.html#oqspc>>. Acesso em: 15 de abril de 2017.

SINNOTT, R.W. *Sky & Telescope's pocket sky atlas*. Cambridge, USA: Sky Publishing Media, LLC, 2010.

STAAL, J.D.W. *The new patterns in the sky: myths and legends of the stars*. Blacksburg: McDonald and Woodward Publishing Co., p. 61-72, 1988.

TIRION, W., *Sky atlas 2000.0*. Cambridge, USA: Sky Publishing Media, LLC, 2nd ed., 2010.

TIRION, W. *The Cambridge star atlas*. Cambridge, UK: Cambridge University Press, 4th ed., 2011.

TIRION, W.; RAPPAPORT, B.; REMAKLUS, W. *Uranometria 2000.0*. Richmond, USA: Willmann-Bell, Inc., 2nd ed., 2012.

VIEIRA, F., et al. Relógio de sol (material didático). In: Fundação Planetário da Cidade do Rio de Janeiro, 2011. Disponível em: <<http://www.planetariodorio.com.br/2011/05/22/relogio-de-sol/>>. Acesso em: 15 de abril de 2017.

%%%%%%%%%

APÊNDICE A, CAPÍTULO 3

AS 88 CONSTELAÇÕES APROVADAS PELA IAU

Nº	Abrev.	Nome latino da constelação	Nome em português
1	And	Andromeda	Andrômeda
2	Ant	Antlia	Máquina Pneumática
3	Aps	Apus	Ave-do-Paraíso
4	Aqr	Aquarius	Aquário (o Aguadeiro)
5	Aql	Aquila	Águia
6	Ara	Ara	Altar
7	Ari	Aries	Carneiro
8	Aur	Auriga	Cocheiro
9	Boo	Boötes	Boieiro
10	Cae	Caelum	Cinzel
11	Cam	Camelopardalis	Girafa
12	Cnc	Cancer	Caranguejo
13	CVn	Canes Venatici	Cães de Caça
14	CMA	Canis Major	Cão Maior
15	CMi	Canis Minor	Cão Menor
16	Cap	Capricornus	Capricórnio (a cabra do mar)
17	Car	Carina	Quilha (do navio Argo)
18	Cas	Cassiopeia	Cassiopeia
19	Cen	Centaurus	Centouro
20	Cep	Cepheus	Cefeu
21	Cet	Cetus	Baleia (o monstro marinho)
22	Cha	Chamaeleon	Camaleão
23	Cir	Circinus	Compasso
24	Col	Columba	Pomba
25	Com	Coma Berenices	Cabeleira de Berenice
26	CrA	Corona Australis	Coroa Austral
27	CrB	Corona Borealis	Coroa Boreal
28	Crv	Corvus	Corvo
29	Crt	Crater	Taça
30	Cru	Crux	Cruzeiro do Sul
31	Cyg	Cygnus	Cisne
32	Del	Delphinus	Golfinho
33	Dor	Dorado	Dourado (peixe)
34	Dra	Draco	Dragão
35	Equ	Equuleus	Cavalinho
36	Eri	Eridanus	Eridano (rio)
37	For	Fornax	Fornalha
38	Gem	Gemini	Gêmeos
39	Gru	Grus	Grou
40	Her	Hercules	Hércules
41	Hor	Horologium	Relógio
42	Hya	Hydra	Hidra Fêmea
43	Hyi	Hydrus	Hidra Macho
44	Ind	Indus	Índio

45	Lac	Lacerta	Lagarto
46	Leo	Leo	Leão
47	LMi	Leo Minor	Leão Menor
48	Lep	Lepus	Lebre
49	Lib	Libra	Balança
50	Lup	Lupus	Lobo
51	Lyn	Lynx	Lince
52	Lyr	Lyra	Lira
53	Men	Mensa	Mesa (uma montanha)
54	Mic	Microscopium	Microscópio
55	Mon	Monoceros	Unicórnio
56	Mus	Musca	Mosca
57	Nor	Norma	Esquadro
58	Oct	Octans	Oitante
59	Oph	Ophiuchus	Serpentário (portador de serpentes)
60	Ori	Orion	Orion
61	Pav	Pavo	Pavão
62	Peg	Pegasus	Pégaso
63	Per	Perseus	Perseu
64	Phe	Phoenix	Fênix
65	Pic	Pictor	Pintor
66	Psc	Pisces	Peixes
67	PsA	Piscis Austrinus	Peixe Austral
68	Pup	Puppis	Popa (do navio Argo)
69	Pyx	Pyxis	Bússola
70	Ret	Reticulum	Retículo
71	Sge	Sagitta	Flecha
72	Sgr	Sagittarius	Sagitário
73	Sco	Scorpius	Escorpião
74	Scl	Sculptor	Escultor
75	Sct	Scutum	Escudo
76	Ser	Serpens	Serpente
77	Sex	Sextans	Sextante
78	Tau	Taurus	Touro
79	Tel	Telescopium	Telescópio
80	Tri	Triangulum	Triângulo
81	TrA	Triangulum Australe	Triângulo Austral
82	Tuc	Tucana	Tucano
83	UMa	Ursa Major	Ursa Maior
84	UMi	Ursa Minor	Ursa Menor
85	Vel	Vela	Vela (do navio Argo)
86	Vir	Virgo	Virgem
87	Vol	Volans	Peixe-Voador
88	Vul	Vulpecula	Raposa

APÊNDICE B, CAPÍTULO 3

ATLAS CELESTES

Atlas impressos:

Todos os atlas celestes a seguir costumam ser encontrados facilmente nos websites das populares livrarias virtuais internacionais, como Amazon, Barnes and Noble, Willmann-Bell etc., e também, eventualmente, em algumas grandes livrarias locais. Apenas como orientação, os atlas estão divididos em três faixas de complexidade e de preços: Baixo custo (em média, até US\$ 20), custo médio (de US\$ 20 até US\$ 40) e custo alto (em geral acima de US\$ 60). Detalhes editoriais são vistos nas Referências Bibliográficas.

Faixa 1: Observadores iniciantes / Baixo custo:

- *Sky & Telescope's pocket sky atlas* (Roger W. Sinnott): formato de bolso, para uso em campo, 110 p. Contém 30 mil estrelas até a magnitude³⁹ 7,6.
- *A field guide to stars and planets* (Jay M. Pasachoff): formato de bolso, para uso em campo, 563 p. Não é somente um atlas, mas sim um guia de referência que cobre todas as áreas da observação visual. O atlas incluído no livro contém 25 mil estrelas até a magnitude 7,5.

Faixa 2: Observadores intermediários / Custo médio:

- *Norton's star atlas and reference handbook* (Ian Ridpath): formato de mesa, 208 p. Um clássico publicado desde 1910, é também um guia de referência para observações visuais. O atlas incluído no livro contém cerca de 9 mil estrelas até magnitude 6,5.
- *The Cambridge star atlas* (Wil Tirion): formato de mesa, 95 p. Inclui mapas em cores de 9 mil estrelas até magnitude 6,5 e cerca de 900 objetos difusos, como nebulosas e galáxias.

Faixa 3: Observadores avançados / Custo alto:

- *Sky atlas 2000.0* (Wil Tirion): formato grande, em diferentes versões (cartas laminadas ou não), 26 mapas de alta resolução e em cores, cobrindo 81 mil estrelas até magnitude 8,5 e 2.700 objetos difusos.
- *Uranometria 2000.0* (Wil Tirion, Barry Rappaport, Will Remaklus): de grande formato, este é o atlas impresso mais completo que se pode encontrar no mercado atualmente⁴⁰: o volume com o atlas contém 220 cartas celestes com mais de 280 mil estrelas até a magnitude 11, além de 30 mil objetos difusos. Ele é acompanhado por um segundo volume com os catálogos para todos esses objetos. Não é um atlas para o iniciante; destina-se apenas aos observadores mais avançados e com instrumentos mais sofisticados.

³⁹ A definição do termo "magnitude" será detalhada no Capítulo 5. Por enquanto, basta saber que ela é uma medida do brilho aparente das estrelas: quanto mais alta a magnitude, mais apagada será a estrela.

⁴⁰ Em 1997, foi editado um atlas ainda mais extenso que o *Uranometria 2000.0*: o *Millenium star atlas*, em três volumes e com 1548 cartas contendo um milhão de estrelas. Até o momento, ele não foi reeditado.

Atlas disponíveis na internet para impressão:

- The Mag-7 Atlas Project (Andrew Johnson): contém 21 cartas celestes até a sétima magnitude, que podem ser baixadas em duas versões cada (em cores ou preto e branco). Há a opção de baixar cada carta em separado ou em um arquivo “zipado” contendo todo o conjunto. Equivale aproximadamente aos atlas impressos da Faixa 1. Boa opção para observadores intermediários. As cartas estão disponíveis em:
 - <https://archive.org/details/Mag_7_Star_Atlas>
 - <<http://www.astro.cz/mirror/atlas/>>
 - <<https://www.cloudynights.com/articles/cat/articles/observing-skills/free-mag-7-star-charts-r1021>>

- The TriAtlas Project (José Ramón Torres, Casey Skelton): são três coleções de cartas celestes com diferentes escalas e níveis de complexidade. As cartas são claramente mais focadas em objetos difusos (galáxias, nebulosas, aglomerados) do que em estrelas, e nesse sentido será indispensável usá-las conjuntamente com um catálogo específico para esses objetos. São cartas projetadas para observadores experientes, para uso com telescópios amadores de porte médio ou superior. As coleções são:
 - *Coleção A*: consta de 25 cartas com estrelas até a magnitude 9 e de um índice para identificar as cartas. A escala é próxima da usada no *Sky atlas 2000.0*.
 - *Coleção B*: consta de 107 cartas com estrelas até a magnitude 11 e de um índice para identificar as cartas. A escala se aproxima do *Uranometria 2000.0*.
 - *Coleção C*: consta de 570 cartas com estrelas até a magnitude 12 aproximadamente e de um índice para identificar as cartas. Procura se aproximar do *Millenium star atlas*.

As três coleções do TriAtlas Project estão disponíveis em:

- <<http://www.uv.es/jrtorres/triatlas.html>>

%%%%%%%%%

Guia de estudos “Astrofísica Estelar para o Ensino Médio”

Capítulo 4 – Localizando os objetos celestes

4.1 Sistemas de coordenadas

No capítulo anterior, vimos algumas maneiras de nos familiarizarmos com a aparência geral da esfera celeste em qualquer instante e época do ano. Mas isso não é suficiente quando necessitamos conhecer com precisão a posição de cada objeto celeste em cada momento (seja ele uma estrela, uma galáxia, ou mesmo os planetas, a Lua e o Sol). Esse conhecimento será indispensável para que consigamos identificar, sem ambiguidades, cada objeto que desejemos observar (esse será o caso doravante). Em princípio, esse não é um problema inusitado no nosso dia a dia: a mesma situação ocorre quando precisamos conhecer com exatidão a posição de uma cidade, rua ou outro local qualquer sobre a superfície terrestre para o qual desejemos nos deslocar.

Dessa forma, assim como estabelecemos um sistema de coordenadas geográficas para determinar posições exatas sobre o globo terrestre, faz-se necessário em nosso caso adotar um sistema de coordenadas sobre a esfera celeste. Os sistemas de coordenadas esféricas são definidos a partir de um plano fundamental, que passa pelo centro da esfera, dividindo-a em duas partes iguais. A escolha desse plano depende do sistema específico que estamos definindo, podendo ser, por exemplo, o plano do horizonte, o plano do equador celeste, o plano galáctico etc. As coordenadas, medidas sobre a esfera celeste, são ângulos (medidos a partir de uma origem escolhida por convenção). Descreveremos a seguir os dois sistemas de coordenadas mais utilizados em Astronomia de Posição: o *sistema horizontal* (também chamado “altazimutal”) e o *sistema equatorial*⁴¹.

4.1.1 Sistema de coordenadas horizontais (“sistema horizontal”)

Certamente o mais intuitivo entre os sistemas de coordenadas, este é um sistema centrado no observador, cujo plano fundamental é o próprio plano do horizonte local do observador. O plano do horizonte divide a esfera celeste em dois hemisférios: um deles, superior, contém o céu visível pelo observador (também chamado *abóbada celeste*). Nele se encontra o *zênite* (definido como a intersecção da vertical local com a abóbada celeste; ou, simplesmente, o ponto do céu diretamente acima da cabeça do observador). O outro hemisfério, inferior, não é visível pelo observador, pois a Terra não o permite.

⁴¹ Existem outros sistemas de coordenadas importantes em astronomia, como o sistema horário (cujo plano de referência é o equador celeste), o sistema galáctico (que usa o plano da Via Láctea como referência) ou o sistema eclíptico (cujo plano de referência é o plano da órbita da Terra em torno do Sol), porém esses são menos relevantes para nossas finalidades. Para o detalhamento desses outros sistemas, ver, por exemplo, LIMA NETO (2017).

Como já vimos anteriormente, os quatro pontos cardeais encontram-se sobre a linha do horizonte, enquanto o plano que contém a linha Norte-Sul e o zênite é chamado meridiano celeste local.

As coordenadas de qualquer objeto celeste no sistema horizontal são definidas por dois ângulos:

- A *altura* (às vezes também chamada *elevação*), que é o ângulo entre o objeto e a linha do horizonte local. Seu valor varia entre 0° e 90° para o hemisfério superior e -90° e 0° para o inferior⁴².
- O *azimute*, que é definido como o ângulo medido ao longo da linha do horizonte a partir do ponto cardinal Norte⁴³ e no sentido horário. O azimute varia assim entre 0° e 360° , sendo que seus valores para os pontos cardeais são: Norte (N, 0°), Leste ou Este (L ou E, 90°) Sul (S, 180°) e Oeste (O ou W, 270°).

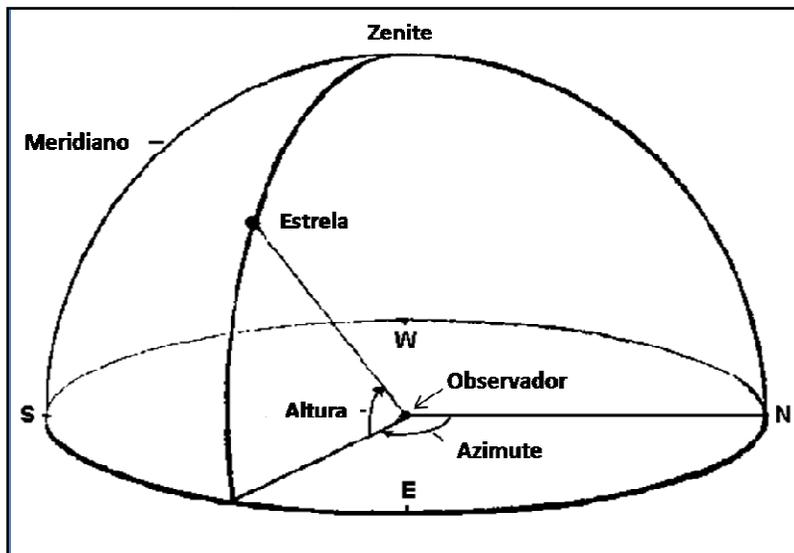


Figura 4.1 – Sistema de coordenadas horizontais. (Adaptado de ASTRONOMY DEPT., UNIV. OF MICHIGAN, 2011.)

O sistema horizontal, todavia, possui duas características limitantes:

Em primeiro lugar, como o sistema é fixo para um observador na Terra, as coordenadas horizontais de um objeto celeste qualquer mudam continuamente com o decorrer do tempo (devido à rotação da Terra em torno de seu eixo). Em decorrência desse fato, além da altura e do azimute, será necessário fornecermos também o

⁴² Alternativamente às vezes é usada, em vez da altura (h), uma coordenada semelhante: a distância zenital (z), que é o ângulo medido entre o zênite e o objeto. Dessa definição, resulta que o valor da distância zenital em graus é dado por $z = (90^\circ - h)$.

⁴³ A convenção mais frequentemente usada em astronomia é aquela vista no texto acima; como, no entanto, essa escolha é arbitrária, existem alguns que preferem usar o ponto cardinal Sul como origem para a medida do azimute.

horário preciso em que a observação foi feita para podermos caracterizar a posição do objeto nesse sistema.

Além de variar com o tempo, as coordenadas horizontais de um objeto celeste também dependem da posição do observador na superfície da Terra. Em outras palavras, dois observadores quaisquer situados em pontos distintos da superfície terrestre, ainda que a medição seja feita precisamente no mesmo momento, encontrarão valores diferentes para a altura e o azimute do astro. Essa situação é demonstrada na Figura 4.2.

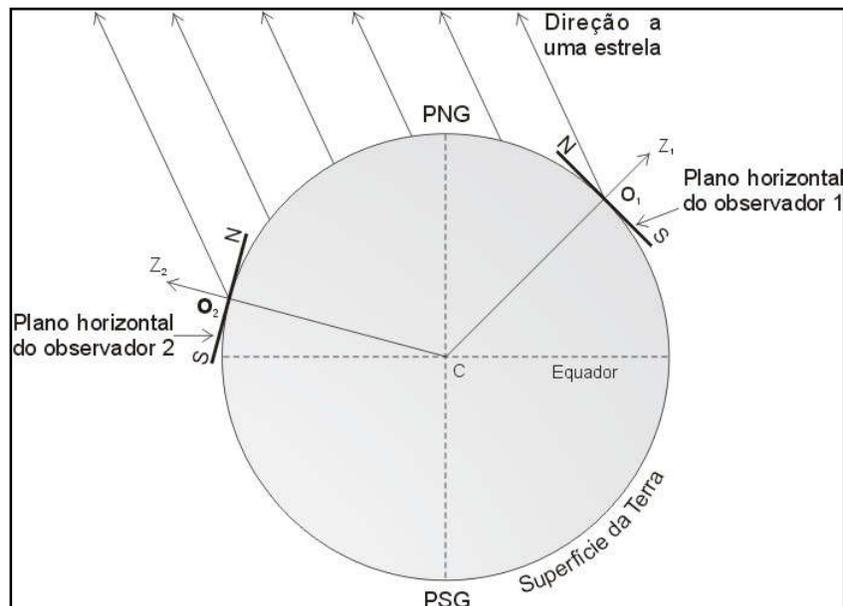


Figura 4.2 – Os observadores O_1 e O_2 encontram-se no mesmo meridiano geográfico, porém em dois pontos distintos da superfície terrestre. PNG e PSG indicam os polos geográficos Norte e Sul. A direção da estrela no espaço obviamente independe da posição do observador; porém, é fácil notar que as verticais locais, indicadas por Z_1 e Z_2 , apontam para direções distintas, bem como os planos horizontais de cada observador. Os valores medidos para altura e azimute do astro serão assim diferentes para ambos. (Crédito da ilustração: SANTIAGO; SALVIANO, 2005.)

Resumindo: as coordenadas de um astro no sistema horizontal dependerão sempre da localização do observador na superfície terrestre e do instante em que a medição foi feita. Para superar essas desvantagens, teremos de usar um outro sistema de coordenadas, que será visto a seguir.

4.1.2 Sistema equatorial de coordenadas (“sistema equatorial”)

Este sistema tem a vantagem de ser universal, no sentido de que as coordenadas nele definidas são as mesmas, independentemente da localização do observador ou do instante em que a medição é feita. Para que o sistema tenha essa característica, está claro que o seu plano fundamental e os seus pontos de referência não podem mais ser fixos em relação ao observador, como no sistema horizontal; ao contrário, eles devem ser fixos na esfera celeste.

Para entender a forma como as *coordenadas celestes* no sistema equatorial serão definidas, vamos antes lembrar como são estabelecidas as *coordenadas geográficas* sobre a superfície terrestre. Nesse sistema, usado desde os tempos antigos, os polos geográficos Norte e Sul são definidos como as intersecções do eixo de rotação da Terra com a superfície do planeta. O equador terrestre é definido pelo plano fundamental do sistema, que é perpendicular ao eixo de rotação e que passa pelo centro da Terra (dividindo o globo terrestre em dois hemisférios, Norte e Sul). Para estabelecer o sistema de coordenadas geográficas (ver Figura 4.3), definem-se dois tipos de *linhas imaginárias* sobre o globo terrestre: os *paralelos* (linhas imaginárias paralelas ao Equador terrestre) e os *meridianos* (semicircunferências imaginárias que ligam os polos Norte e Sul).

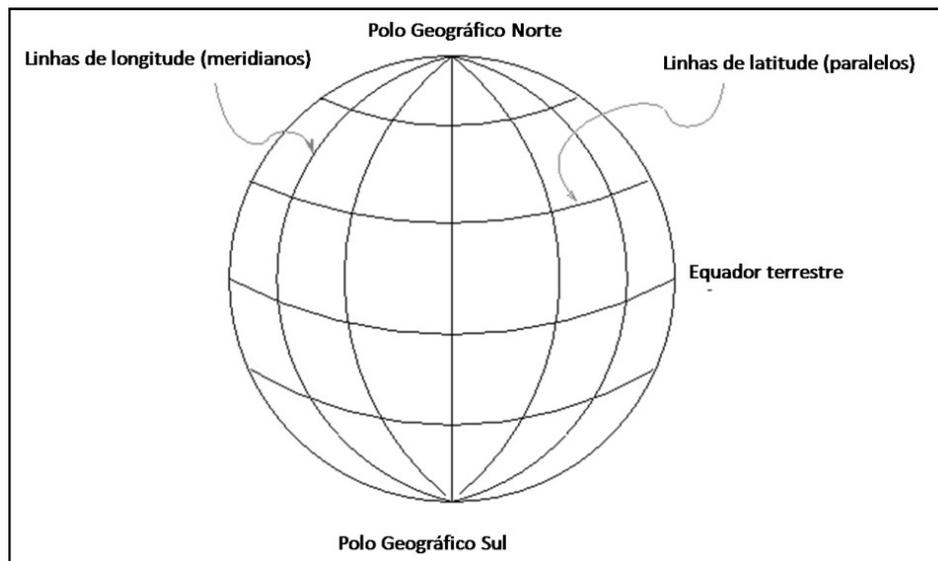


Figura 4.3 – Sistema de coordenadas geográficas. (Adaptado de RICHMOND, 2010.)

Por convenção universal, desde 1884 escolheu-se o meridiano que passa pela localidade britânica de Greenwich⁴⁴, nas imediações de Londres, como o *meridiano principal* (também chamado *meridiano zero* ou *meridiano de Greenwich*). A partir dele

⁴⁴ Mais especificamente, no Observatório Real de Greenwich, situado na localidade de mesmo nome e em cujo terreno passa o Meridiano Principal oficial, que divide o globo nos hemisférios Leste e Oeste.

é que são feitas as medições da longitude (a coordenada Leste-Oeste), bem como, originalmente, a demarcação dos fusos horários⁴⁵. Por outro lado, as medições de latitude (a coordenada Norte-Sul) são feitas sempre a partir do equador terrestre.

A posição exata de um ponto qualquer P sobre superfície da Terra será assim definida através de duas coordenadas geográficas (BOCZKO, 1984):

Longitude geográfica (λ): é o ângulo, medido sobre o equador, entre o meridiano de Greenwich e o meridiano que passa pelo ponto P. Por convenção, ela é considerada positiva a oeste do meridiano de Greenwich e negativa a leste de Greenwich.

Latitude geográfica (ϕ): é o ângulo, medido sobre um meridiano, entre o equador e o paralelo que passa pelo ponto P. Por convenção, a latitude é considerada positiva ao norte do equador (hemisfério boreal) e negativa ao sul do equador (hemisfério austral).

Conhecidas essas definições, a posição de qualquer objeto fixo sobre a superfície terrestre está estabelecida de forma biunívoca e sem ambiguidade. Consideremos, por exemplo, as coordenadas do Museu de Arte de São Paulo, (MASP), situado na capital paulista. Elas são: longitude 46°39'21,17" (Oeste) e latitude -23°33'42,12" (Sul). Já as coordenadas do Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas (IAG) da USP, também em São Paulo, são: longitude 46°44'1,96" Oeste e latitude -23°33'34,15" Sul. Uma vez conhecidas essas coordenadas, não há a menor possibilidade de um visitante distraído procurar encontrar telas de Van Gogh no prédio do IAG! Este, é claro, é o fundamento para a navegação por GPS (Global Positioning System), tão trivial nos dias de hoje em nossos aplicativos de *smartphones*. E mais: a menos que, por algum motivo, o MASP decida mudar seu prédio para qualquer outro local, ele sempre será encontrado nas coordenadas acima, seja qual for a época em que o visitante o procurar. A relação, afinal, é biunívoca.

Feito esse preâmbulo, voltemos às coordenadas equatoriais celestes. Imaginemos a projeção do sistema de coordenadas geográficas sobre a esfera celeste (ver Figura 4.4). Como já vimos, a esfera celeste é uma abstração: uma imensa esfera imaginária, centrada no observador, sobre a qual as estrelas aparentam estar “projetadas”. Seu raio é indefinido (mas, para os efeitos da abstração, pode ser imaginado infinitamente grande). Como é centrada no observador, essa esfera celeste é concêntrica à esfera terrestre; assim, tanto o eixo de rotação como o plano do equador são os mesmos para ambas as esferas. A projeção do plano do equador terrestre definirá então o

⁴⁵ A hora solar média medida no Observatório Real de Greenwich é denominada *Greenwich Mean Time* (GMT), ou simplesmente “Hora de Greenwich”. Até o ano de 1972, a GMT era o padrão de referência universal para estabelecer os fusos horários. A partir desse ano, passou-se a usar para esse fim o Tempo Universal Coordenado (UTC), que não se baseia no Sol ou nas estrelas, mas sim em relógios atômicos. Para as nossas finalidades práticas, no entanto, consideraremos a GMT e a UTC como equivalentes.

equador celeste, e a projeção do eixo de rotação da Terra interceptará a esfera celeste nos polos Norte e Sul celestes. Analogamente, podemos também definir meridianos e paralelos na esfera celeste.

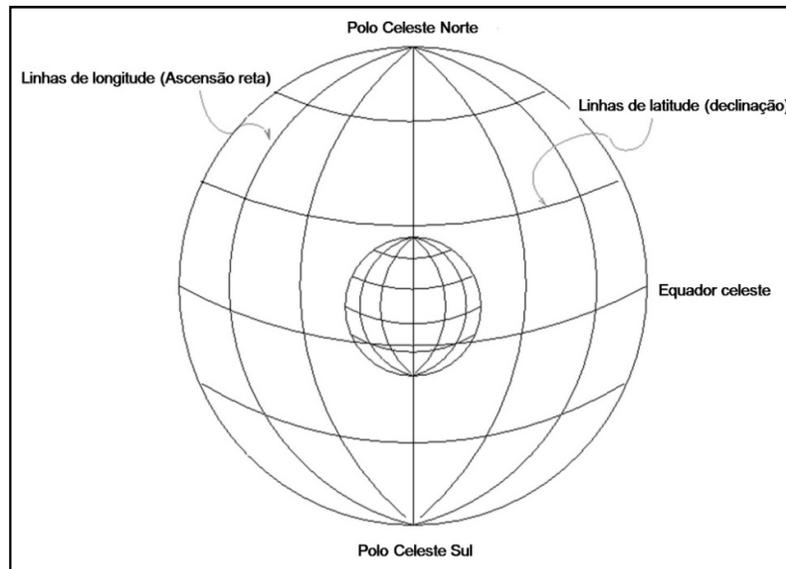


Figura 4.4 – Representação do sistema de coordenadas geográficas e do sistema equatorial de coordenadas celestes. Esta é uma representação apenas (não está em escala, mesmo porque o raio da esfera celeste é infinitamente grande). (Adaptado de RICHMOND, 2010.)

Como se pode perceber, os fundamentos do sistema equatorial celeste são semelhantes aos do sistema de coordenadas geográficas terrestres. Porém, as coordenadas não são definidas exatamente da mesma forma.

No sistema equatorial, o plano principal é a projeção do plano do equador terrestre sobre a esfera celeste, denominado equador celeste. Em relação a ele, definimos uma coordenada Norte-Sul semelhante à latitude terrestre, que se chama *declinação* (representada por δ ou por Dec), cujo valor é de 0° no equador celeste. Assim como no caso da latitude, a declinação varia entre 0° e 90° (no hemisfério celeste Norte), e entre 0° e -90° (no hemisfério celeste Sul)⁴⁶.

No entanto, para definirmos a origem das coordenadas análogas à longitude terrestre não dispomos de um “Greenwich celeste”! Convencionou-se então definir o “ponto zero” para as medidas da coordenada Leste-Oeste através da intersecção do equador celeste com a linha imaginária que representa o deslocamento aparente do Sol na esfera celeste durante um ano. Essa linha é denominada *eclíptica*, e na realidade ela

⁴⁶ De forma análoga à distância zenital, por vezes se refere também ao *complemento* da declinação, que é chamada distância polar e é representada por P. Pela definição, resulta que $P = (90^\circ - \delta)$.

nada mais é do que a projeção na esfera celeste do plano da órbita da Terra em torno do Sol, no seu movimento anual de translação. O eixo de rotação da Terra não é perpendicular ao plano de sua órbita em torno do Sol, mas está inclinado de $23^{\circ}27'$ em relação a essa perpendicular (como todos sabemos, esse é o motivo da existência das estações do ano). Como consequência, a eclíptica está inclinada de $23^{\circ}27'$ em relação ao equador celeste. Note-se que a eclíptica e o equador celeste se interceptam em *dois* pontos, que marcam os dois equinócios (ver Figura 4.5). Convencionou-se escolher para a origem das coordenadas celestes Leste-Oeste aquele ponto em que o Sol passa *do hemisfério Sul para o hemisfério Norte* da esfera celeste. Esse ponto marca o equinócio de outono para o Hemisfério Sul terrestre (primavera no Hemisfério Norte), que ocorre em 21 de março, e passou a ser chamado *ponto Gama* (representado por γ). O ponto γ por vezes é também referido como “ponto vernal”, ou “primeiro ponto de Áries”.

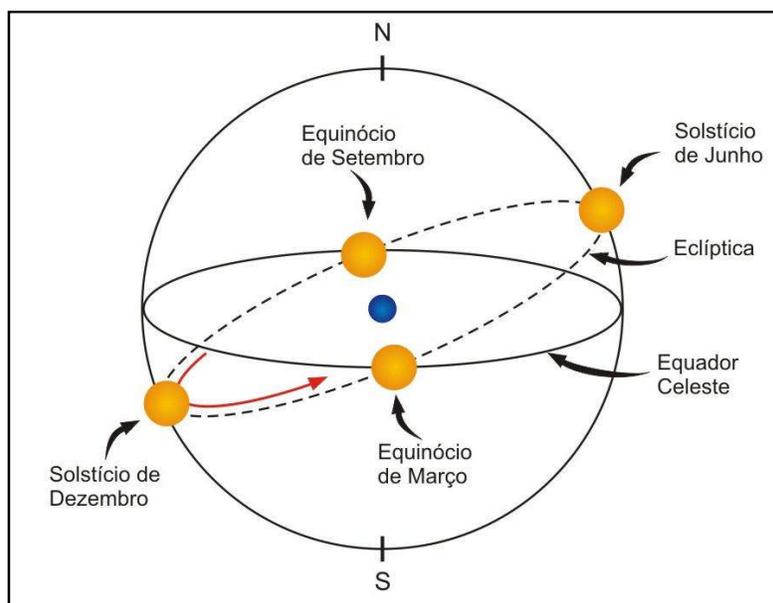
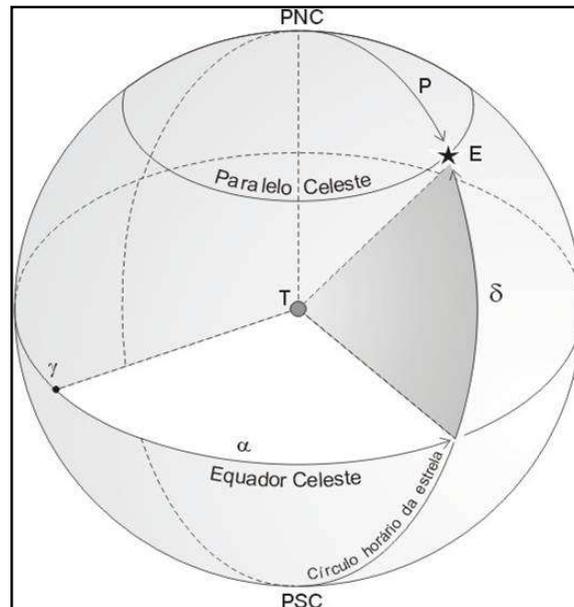


Figura 4.5 – Trajetória aparente do Sol na esfera celeste no decorrer de um ano. A inclinação do plano da eclíptica em relação ao equador celeste é de $23^{\circ}27'$ (que corresponde, na situação real, à inclinação do eixo de rotação da Terra em relação a seu plano de translação em torno do Sol). A intersecção do plano da eclíptica com o equador celeste no equinócio de março define o ponto γ . (Crédito: KEPLER; SARAIVA, 2000.)

É a partir do ponto γ , sobre o equador celeste, que se medirá a coordenada celeste análoga à longitude terrestre (ver Figura 4.6). Essa coordenada chama-se *ascensão reta* (representada por α ou por A.R.). Observe-se que a ascensão reta é medida no sentido *oposto* ao do movimento da esfera celeste (ou seja, ela aumenta de oeste para leste). Como ela é um ângulo, sua medida pode ser também feita em graus, minutos e segundos de arco, assim como a declinação. No entanto, em astronomia tornou-se

tradicional expressar a ascensão reta em horas, minutos e segundos (sempre a partir do ponto γ). Neste caso estamos nos referindo a unidades de tempo, e não de arco. O fator de conversão é estabelecido com facilidade se nos lembrarmos que, devido à rotação da Terra, uma circunferência completa no céu (360°) é percorrida em 24 horas. Sendo assim, a relação de equivalência é simples: 24 horas em ascensão reta = 360° (ou 1 h em ascensão reta = 15° , ou ainda 1 min em ascensão reta = $15'$).



*Figura 4.6 – Coordenadas equatoriais: a posição da estrela E é determinada por sua ascensão reta (α) e sua declinação (δ). Notar que a declinação é medida a partir do equador celeste, enquanto a ascensão reta é medida, no sentido oeste-leste, a partir do ponto γ .
(Crédito: SANTIAGO; SALVIANO, 2005.)*

O sistema equatorial universal de coordenadas, ao contrário do horizontal, não depende da localização do observador sobre a superfície terrestre nem do momento em que a medição foi feita. A não ser ao longo de intervalos de tempo muito longos, a ascensão reta e a declinação de uma determinada estrela não se alteram⁴⁷; por esse motivo, não notaremos ao longo do período de tempo de nossas vidas qualquer alteração perceptível no aspecto das constelações ou nas posições das estrelas, e poderemos ignorar as minúsculas variações para todas as nossas aplicações doravante. Para trabalhos de alta precisão, no entanto, faz-se necessário efetuar periodicamente

⁴⁷ A rigor, as coordenadas das estrelas ao longo de períodos de tempo muito longos (muitos séculos ou milênios) irão se alterar de forma perceptível, tanto pelo efeito do movimento próprio das mesmas, como pela precessão dos equinócios (mudança de apontamento do eixo de rotação da Terra em relação do eixo da eclíptica, efetuando um giro completo, como um pião, a cada 25.800 anos). O efeito da precessão é da ordem de $50''$ por ano (PICAZZIO, 2011), podendo ser ignorado para nossos usos.

pequenas correções astrométricas tanto na ascensão reta como na declinação. Em razão disso, as posições listadas nos catálogos sempre mencionam as datas nas quais as coordenadas foram recalculadas (em geral, a cada 50 anos).

Obviamente, nada do que foi dito acima se aplica aos planetas e a outros astros do Sistema Solar (tais como a Lua, asteroides ou cometas), pois esses, em razão de suas distâncias imensamente menores que as das estrelas, possuem movimentos próprios facilmente perceptíveis em questão de dias ou meses contra o fundo estrelado. Esses objetos, no entanto, estão fora do escopo deste trabalho.

A título de exemplo de aplicação das coordenadas equatoriais, a Tabela 4.1 relaciona as vinte estrelas mais brilhantes que podemos observar no céu noturno, segundo o Catálogo Tycho-2, construído a partir de observações feitas pelo satélite astrométrico *Hipparcos*, da European Space Agency (ESA).

	Nome e constelação	Nome popular	A.R. (2000)	Dec (2000)
1	<i>Alfa Canis Majoris</i>	<i>Sirius</i>	06h 45m	-16,7°
2	<i>Alfa Carinae</i>	<i>Canopus</i>	06h 24m	-52,7°
3	<i>Alfa Centauri</i>	<i>Rigil Kentaurus</i>	14h 40m	-60,8°
4	<i>Alfa Boötis</i>	<i>Arcturus</i>	14h 16m	+19,2°
5	<i>Alfa Lyrae</i>	<i>Vega</i>	18h 37m	+38,8°
6	<i>Alfa Aurigae</i>	<i>Capella</i>	05h 17m	+46,0°
7	<i>Beta Orionis</i>	<i>Rigel</i>	05h 15m	-8,2°
8	<i>Alfa Canis Minoris</i>	<i>Procyon</i>	07h 39m	+5,2°
9	<i>Alfa Eridani</i>	<i>Achernar</i>	01h 38m	-57,2°
10	<i>Alfa Orionis</i>	<i>Betelgeuse</i>	05h 55m	+7,4°
11	<i>Beta Centauri</i>	<i>Hadar</i>	14h 04m	-60,4°
12	<i>Alfa Aquilae</i>	<i>Altair</i>	19h 51m	+8,9°
13	<i>Alfa Crucis</i>	<i>Acrux</i>	12h 27m	-63,1°
14	<i>Alfa Tauri</i>	<i>Aldebaran</i>	04h 36m	+16,5°
15	<i>Alfa Virginis</i>	<i>Spica</i>	13h 25m	-11,2°
16	<i>Alfa Scorpii</i>	<i>Antares</i>	16h 29m	-26,4°
17	<i>Beta Geminorum</i>	<i>Pollux</i>	07h 45m	+28,0°
18	<i>Alfa Piscis Austrini</i>	<i>Fomalhaut</i>	22h 58m	-29,6°
19	<i>Beta Crucis</i>	<i>Mimosa</i>	12h 48m	-59,7°
20	<i>Alfa Cygni</i>	<i>Deneb</i>	20h 41m	+45,3°

Tabela 4.1 – Coordenadas equatoriais das vinte estrelas mais brilhantes do céu. A ascensão reta e a declinação foram calculadas para a época 2000. A ascensão reta está arredondada para horas e minutos; a declinação, para graus e frações de grau. (Tabela construída a partir dos dados do Tycho-2 Catalogue, 2000.0⁴⁸.)

⁴⁸ O Catálogo Tycho-2 pode ser acessado na sua íntegra em: <<http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR>>.

4.2 A altura do polo celeste e a latitude do observador. Estrelas circumpolares

De tudo o que foi visto até o momento, concluímos que o céu apresenta aspectos diferentes não só de acordo com a data e a hora em que fizemos a observação, mas também de acordo com a latitude do local em que o observador se encontra. Por exemplo, no polo Norte terrestre (latitude $+90^\circ$) apenas as constelações que se situam no Hemisfério Norte celeste (ou seja, com declinação positiva) podem ser observadas ao longo do ano: as estrelas com declinação negativa (ou seja, do Hemisfério Sul celeste) são inacessíveis para um observador situado no polo Norte celeste – pela simples razão de que elas estão sempre abaixo do horizonte local.

Uma situação análoga se aplica a um observador situado no polo Sul terrestre (latitude -90°), em relação às estrelas do Hemisfério Norte celeste, que para ele estarão inacessíveis. Já para um observador situado precisamente no equador terrestre (latitude 0°), tanto as estrelas do Hemisfério Norte como as do Hemisfério Sul celeste podem ser observadas em alguma época do ano. E o que acontece com um observador colocado em qualquer outro ponto genérico da superfície terrestre? Examinemos a Figura 4.7, e consideremos o observador O_1 , situado num ponto qualquer do Hemisfério Norte. Sua vertical local é indicada por Z_1 e seu horizonte local, pela reta N-S. A latitude do observador, por definição, é dada pelo ângulo ϕ_1 . Mas, lembrando da geometria euclidiana, podemos afirmar que o ângulo entre a vertical local Z_1 e o equador celeste EC é exatamente igual ao ângulo ϕ_1 (latitude local). Isso porque se trata de *ângulos correspondentes* no sistema formado por duas retas paralelas (equador terrestre e equador celeste) cruzadas por uma reta transversal (CO_1Z_1).

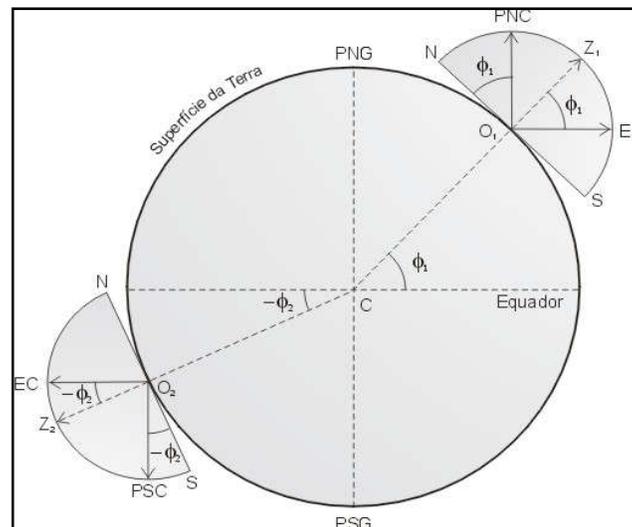


Figura 4.7 – Relação entre a altura do polo celeste visível por um observador e sua latitude local. Ver texto para a demonstração. (Crédito: SANTIAGO; SALVIANO, 2005.)

Mas, por outro lado, a geometria também nos mostra que o ângulo entre o polo Norte celeste (PNC) e o ponto cardeal Norte (N) é exatamente igual ao ângulo entre a vertical local Z_1 e o equador celeste EC. Isso porque ambos são *complementares do mesmo ângulo* (no caso, o ângulo entre Z_1 e o polo Norte celeste, PNC). De toda essa dedução, podemos concluir finalmente que o ângulo entre o polo Norte celeste (PNC) e o ponto cardeal Norte (N) é também igual à latitude local ϕ_1 .

Ou, dito de forma bem mais simplificada: *para qualquer ponto da superfície terrestre, a altura (sobre o horizonte) do polo celeste visível pelo observador é exatamente igual à latitude local*⁴⁹.

Essa regra torna fácil para qualquer pessoa localizar o polo celeste visível de seu ponto de observação: uma vez conhecida a sua latitude (que pode ser obtida com o uso de mapas geográficos ou, modernamente, com o uso de GPS ou de aplicativos de *smartphones*), basta se posicionar da forma já vista no Capítulo 3 (item 3.2), olhando de frente para o ponto cardeal correspondente ao hemisfério em que o observador se encontra (N para o Hemisfério Norte, S para o Hemisfério Sul). A partir desse ponto, mede-se, na direção do zênite, um ângulo em graus equivalente à sua latitude. O ponto resultante é o polo celeste.

Como fazer essa medição? Uma ideia poderia ser construir um “astrolábio caseiro” a partir de materiais de baixo custo, útil geralmente em atividades didáticas simples do Ensino Fundamental (ver, por exemplo, AGUIAR; HOSOUME, 2015). Porém, nem mesmo isso é necessário. Para medir distâncias angulares aproximadas no céu, na falta de instrumentos apropriados, a técnica mais simples é usar as nossas mãos. Basta estender completamente o braço e apontá-lo na direção do céu. Usando como referência as palmas das mãos e os dedos nas diversas formas vistas na Figura 4.8, podemos medir distâncias angulares no céu em graus com razoável aproximação.

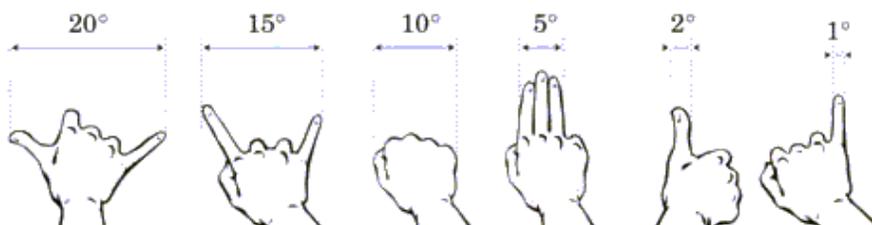


Figura 4.8 – Método para a medição de distâncias angulares aproximadas no céu. Para obter resultados corretos, é essencial que o braço esteja inteiramente esticado.

⁴⁹ Embora a dedução desse fato tenha sido feita no texto acima para um observador O_1 situado no Hemisfério Norte, a demonstração feita para o observador O_2 , no Hemisfério Sul, é análoga. Sugere-se ao professor fazer a mesma dedução (ou pedir que os alunos a façam), partindo de O_2 .

No Hemisfério Norte, por uma feliz coincidência, há uma estrela brilhante praticamente na posição exata do polo celeste Norte: ela é Polaris (ou Alfa da constelação da Ursa Menor). Isso permite uma confirmação imediata da correção da medida feita. Assim, por exemplo, um observador na cidade de Paris (latitude $+48^{\circ}52'$), ao voltar-se para o ponto cardeal Norte, verá Polaris exatamente a essa altura no céu. Já no Hemisfério Sul, não temos a mesma sorte: não existe nenhuma estrela brilhante nas imediações do polo celeste Sul - mas o procedimento para encontrá-lo é exatamente o mesmo. Em Curitiba (latitude $-25^{\circ}42'$), por exemplo, basta voltar-se para o ponto cardeal Sul e medir cuidadosamente com as mãos, a partir do horizonte e na direção do zênite, um ângulo igual a essa latitude (desconsiderado o sinal): lá estará o polo celeste Sul.

A altura do polo sobre o horizonte define uma espécie de calota esférica, cujo raio é a latitude local e cujo centro é o próprio polo. Essa calota é chamada calota circumpolar, e as estrelas que estão contidas nela (chamadas circumpolares) nunca se põem nem nascem no horizonte: elas giram em torno do polo durante toda a noite no sentido horário (no Hemisfério Sul) ou anti-horário (no Hemisfério Norte). As estrelas circumpolares cruzam duas vezes o meridiano celeste acima do horizonte por dia, ao contrário das demais, nas quais só podemos observar uma passagem meridiana diária.

A condição para que qualquer estrela de declinação δ seja circumpolar para um observador situado em qualquer local da Terra depende da latitude (ϕ) desse local. De modo genérico, a condição para que uma estrela seja circumpolar é dada por:

- Observador no Hemisfério Norte (latitudes positivas): $\delta > 90^{\circ} - \phi$
- Observador no Hemisfério Sul (latitudes negativas): $\delta < -(90^{\circ} + \phi)$

De forma análoga, existirá, para o mesmo observador, uma região (em torno do polo celeste oposto) na qual as estrelas sempre estarão abaixo do horizonte local, sendo assim invisíveis para ele em qualquer época do ano. As estrelas invisíveis para esse observador devem satisfazer as seguintes condições:

- Observador no Hemisfério Norte (latitudes positivas): $\delta < -(90^{\circ} - \phi)$
- Observador no Hemisfério Sul (latitudes negativas): $\delta > (90^{\circ} + \phi)$

Consideremos um exemplo: para a cidade de São Paulo ($\phi = -23^{\circ}33'$) serão circumpolares todas as estrelas que estiverem a declinações abaixo de $\delta = -66^{\circ}27'$. Já para a cidade de Buenos Aires ($\phi = -34^{\circ}37'$), serão circumpolares todas as estrelas cujas declinações forem menores que $\delta = -55^{\circ}23'$. Consideremos a estrela Acrux (Alfa da constelação do Cruzeiro do Sul). Pela Tabela 4.1, a sua declinação é de $-63,1^{\circ}$. Isso significa que Acrux é uma estrela circumpolar quando vista de Buenos Aires, porém *não* é circumpolar se observada de São Paulo. Por outro lado, se pensarmos agora em Polaris, cuja declinação é de $+89,3^{\circ}$, não é difícil entender por que ela não pode ser

vista nem de São Paulo nem de Buenos Aires! A Figura 4.9 ilustra todas essas situações.

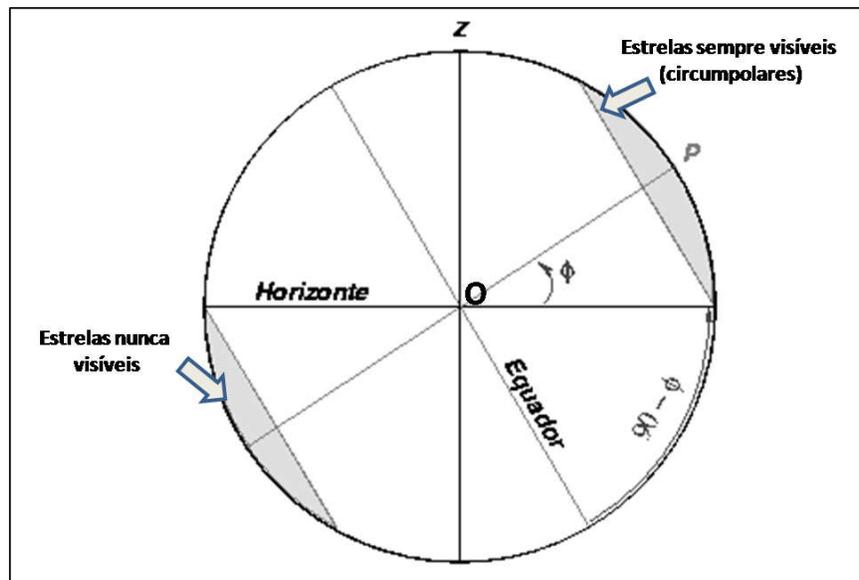


Figura 4.9 – Para o observador O, situado na latitude ϕ , são circumpolares todas as estrelas contidas na calota de centro P. No hemisfério oposto, haverá outra calota com o mesmo raio, mas centrada no polo oposto a P, na qual nenhuma estrela será visível para o observador O em qualquer época do ano. (Crédito: KEPLER; SARAIVA, 2000.)

4.3 Uso de telescópios e binóculos para a observação

Não faz parte do escopo deste trabalho o detalhamento sobre projeto e construção de telescópios. Para aqueles que tiverem interesse nesses assuntos, são recomendadas algumas excelentes fontes de informação nas referências bibliográficas: livros como ALMEIDA (2004), TEXEREAU (1984), ou ABI KARAM (2012) e websites como MOURA, (2000) ou SANTIAGO FILHO (2016) certamente fornecerão todos os subsídios essenciais ao interessado em adquirir ou construir seu próprio instrumento. Ao contrário, nos tópicos a seguir nos limitaremos a descrever alguns princípios básicos sobre as características e a operação dos instrumentos que poderão vir a ser usados pelo leitor nos capítulos a seguir: telescópios de pequeno porte e baixo custo, e binóculos.

4.3.1 Telescópios

A função essencial de um telescópio é coletar mais luz, e *não* aumentar as imagens de objetos celestes (como erroneamente se ouve com frequência). Quanto maior a sua abertura (diâmetro), maior será a quantidade de luz recolhida. Para tanto, existem três tipos básicos de instrumentos, conforme o sistema óptico utilizado: refratores, refletores e catadióptricos (Figura 4.10).

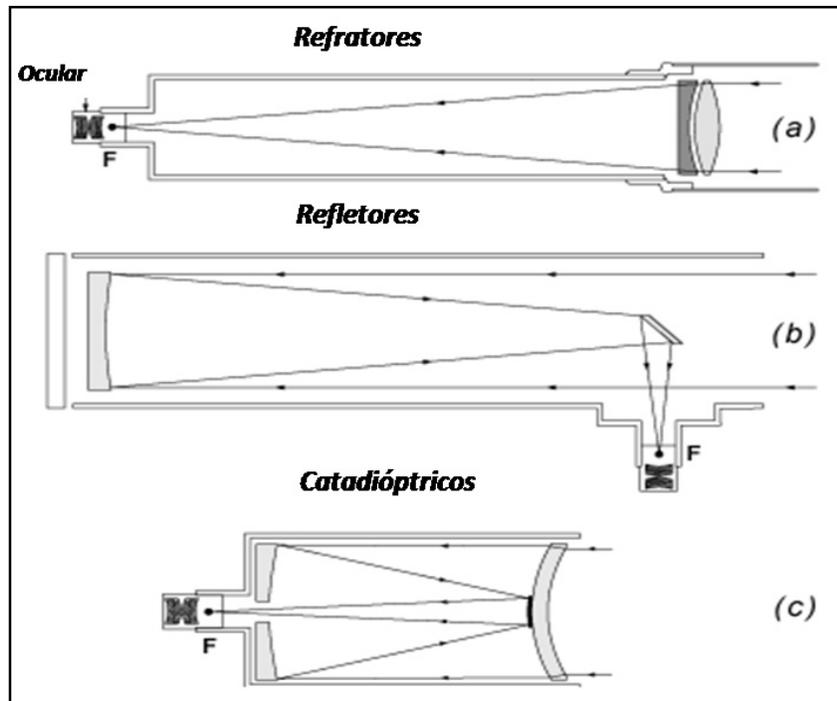


Figura 4.10 – Os três tipos básicos de sistemas ópticos usados em telescópios de pequeno porte. Ver texto para as descrições. (Crédito: MEADE, 2006.)

- (a) Nos telescópios refratores, a luz é coletada pela objetiva (lente) e se concentra no foco F. A imagem do objeto é ampliada pela ocular, que está situada no eixo óptico do telescópio.
- (b) Nos telescópios refletores (também chamados “newtonianos”), a luz atravessa a extremidade aberta do tubo do telescópio, é coletada pelo espelho primário e refletida para um pequeno espelho plano (secundário). Novamente refletida pelo secundário, a luz coletada se concentra no foco F. Assim como em (a), a imagem é ampliada pela ocular.
- (c) Nos catadióptricos, a luz atravessa uma placa corretora (lente) e se reflete sucessivamente no espelho primário e no secundário (atrás da placa), dirigindo-se para a ocular através de um orifício no primário.

Algumas das características principais de um telescópio são vistas a seguir:

- Abertura (D): diâmetro do espelho primário (refletores ou catadióptricos) ou da objetiva (refratores).
- Relação focal (F/D): quociente entre a distância focal do telescópio e sua abertura. Às vezes é também chamada “razão focal”.
- Aumento: Relação entre a distância focal do telescópio (F) e a distância focal da ocular em uso (f). O termo f é uma característica de cada ocular.

$$A = (F/f)$$

- Campo de visão real (FOV): relação entre o campo de visão aparente de uma ocular (especificação de cada tipo de ocular) e o aumento:

$$\text{FOV (real)} = (\text{FOV}_{\text{aparente}}) / A$$

Dessa relação resulta que oculares que produzem menores aumentos também implicam em campos de visão reais maiores. De forma análoga, telescópios com menor relação focal também produzem campos de visão reais maiores (desde, é claro, que usados com a mesma ocular). Para estrelas variáveis, em geral é interessante que o campo de visão seja tão amplo quanto possível.

- Poder de separação (ou resolução angular) de um telescópio (θ): indica a sua capacidade de separar objetos muito próximos entre si. Em teoria, ela é dada, em segundos de arco ("), pela equação:

$$\theta = (138/D)$$

Nessa fórmula, a abertura D é dada em milímetros. A resolução angular é importante quando se deseja obter detalhes muito pequenos de um objeto (por exemplo, a separação real entre as componentes de uma estrela dupla). Notar que o poder separador *não* depende do aumento usado, mas sim da abertura do telescópio.

No entanto, o poder de separação *real* é limitado por outro fator, conhecido como *seeing*, que é uma medida do grau de turbulência da atmosfera terrestre no local e no momento da observação. O *seeing* varia de local para local, de dia para dia e até de hora em hora. Um *seeing* alto (decorrente, por exemplo, de um local inadequado para observação ou de condições meteorológicas desfavoráveis) reduz significativamente o poder de separação e também o aumento máximo útil do telescópio.

- Poder de captação de luz: é proporcional ao quadrado da abertura do telescópio. Por exemplo, o telescópio do LNA (Laboratório Nacional de Astrofísica), de abertura 1.600 mm, tem poder de captação de luz 64 vezes maior que um telescópio amador de 200 mm abertura.

Independentemente do sistema óptico usado, todo telescópio necessitará de uma *montagem*, que é a estrutura que sustenta o tubo óptico e os acessórios, e (em alguns modelos) provê o acompanhamento motorizado que compensará o movimento de rotação da Terra. Uma montagem robusta e sólida, compatível com a abertura do tubo óptico, é um componente essencial para uma observação bem-sucedida. Existem dois tipos básicos de montagens: a altazimutal e a equatorial (Figuras 4.11 e 4.13). A operação com cada um desses tipos de montagem segue os princípios dos sistemas de coordenadas horizontal e equatorial, já vistos acima.

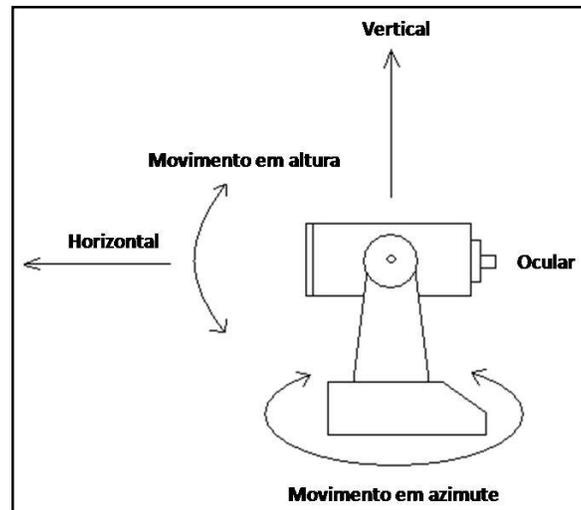


Figura 4.11 – Montagem altazimutal simples. (Adaptado de POLSTON, 2005.)

A *montagem altazimutal* é geralmente a mais simples e de mais baixo custo, sendo por isso muito popular entre os iniciantes. Ela permite movimentar o telescópio em dois planos ortogonais, correspondendo às coordenadas horizontais (azimute e altura). Essa é uma montagem leve e de manuseio bastante fácil. Uma variante dela é a chamada *montagem dobsoniana*⁵⁰, cuja construção é ainda mais simples, pois sua estrutura é toda feita de madeira. A montagem altazimutal apresenta, todavia, uma limitação: na sua forma mais simples e barata (não-computadorizada), ela não acompanha o movimento aparente da esfera celeste. Para compensá-lo é necessário incrementar a montagem, acrescentando dois motores, cada um operando um dos eixos de forma independente (o que obviamente aumenta o custo da montagem). Este tipo de montagem é usado principalmente para a observação visual; mesmo assim, para a localização dos objetos (em especial, os mais apagados) é essencial possuir certa prática, além de um conhecimento mínimo do céu e das constelações. Cartas celestes previamente preparadas e uma luneta buscadora de boa qualidade são indispensáveis: a técnica usual para busca do objeto-alvo é aquela conhecida como *star-hopping*. Esta geralmente consiste em vários passos; o primeiro é sempre partir de uma estrela brilhante e relativamente próxima ao objeto-alvo. Aponta-se o telescópio para ela, centrando-a no campo. A seguir, move-se o instrumento em passos sucessivos para estrelas mais apagadas, mas cada vez mais próximas do objeto, checando-se a cada vez a posição através da luneta buscadora e em seguida centrando-a na ocular. Repete-se o procedimento por tantas vezes quanto necessárias para que o objeto-alvo esteja no campo de visão. Esse “caminho” para chegar ao objeto, para ser eficiente, deve ser sempre planejado previamente e preparado usando a carta celeste ou atlas disponível (ver Figura 4.12). Desnecessário seria

⁵⁰ Nome dado em homenagem a seu idealizador, o astrônomo amador norte-americano John Dobson (1915-2014).

mencionar, mas a buscadora precisa estar *perfeitamente alinhada* com o telescópio para que a técnica produza bons resultados. A prática da técnica de *star-hopping* é considerada uma das maneiras mais eficazes para um iniciante adquirir proficiência e habilidade na localização de objetos e no conhecimento do céu.

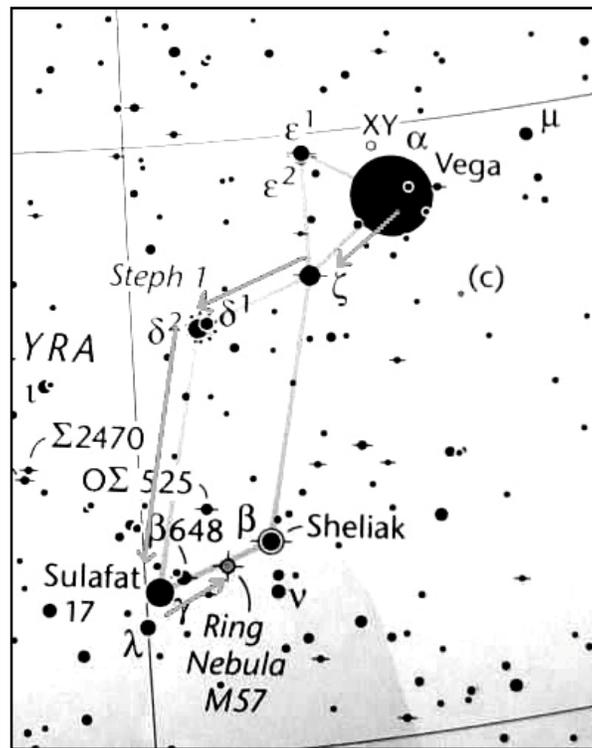


Figura 4.12: Um exemplo da técnica de star-hopping para localizar a Nebulosa Anular (M57), uma nebulosa planetária na constelação da Lira, em quatro passos. Partindo da estrela Vega (Alfa Lyrae, ver Tabela 4.1), move-se o telescópio primeiro para ζ Lyr, a seguir para o par $\delta 1/\delta 2$ Lyr e depois para Sulafat (γ Lyr). No passo seguinte, chega-se a M57. Outro “caminho” opcional poderia ser a partir de Vega, passando por ζ Lyr e Sheliak.

Já a *montagem equatorial* (Figura 4.13) também possui dois eixos ortogonais entre si; mas agora um deles (o eixo de ascensão reta ou eixo polar), é alinhado com o eixo de rotação da Terra, o que permitirá fazer o acompanhamento por meio de um só motor⁵¹. O outro eixo (eixo de declinação) é perpendicular ao eixo polar e direciona o telescópio na direção Norte-Sul celeste. Este tipo de montagem costuma ser mais caro e pesado que a montagem altazimutal; para telescópios de aberturas maiores, deve ser preferencialmente montada de forma fixa, através de pilares fincados no solo. Por outro lado, ela também costuma ser bem mais robusta e precisa que a precedente,

⁵¹ Os modelos usados para telescópios de maior abertura e de maior custo, no entanto, costumam dispor de um motor também para a declinação, tornando o acompanhamento ainda mais preciso.

sendo a mais recomendada para aplicações que demandam mais do equipamento, como astrofotografia ou imageamento CCD. No entanto, para que funcione perfeitamente, a montagem equatorial deve estar alinhada de modo muito preciso: o eixo polar deve ser apontado exatamente para o polo celeste (Sul ou Norte, dependendo do hemisfério em que se encontra o observador). A inclinação do eixo polar também deve coincidir precisamente com a latitude do local de observação. Esses procedimentos costumam ser trabalhosos e requerem tempo, mas, uma vez completados, recompensam o esforço despendido. Embora também possamos operar as montagens equatoriais através da técnica de *star-hopping*, elas apresentam uma vantagem: permitem localizar os objetos através de dois círculos graduados (um para a ascensão reta e outro para a declinação). Assim, tendo-se à mão uma listagem de estrelas brilhantes que estejam no céu no momento da observação, é possível calibrar os círculos graduados com elas e em seguida localizar objetos mais escuros simplesmente ajustando-os de acordo com as coordenadas do objeto-alvo, o que é geralmente mais rápido que fazê-lo por *star-hopping*. Finalmente, vale comentar que nos dias de hoje é comum encontrarmos montagens equatoriais nos telescópios computadorizados ou robóticos de pequeno e médio porte⁵².

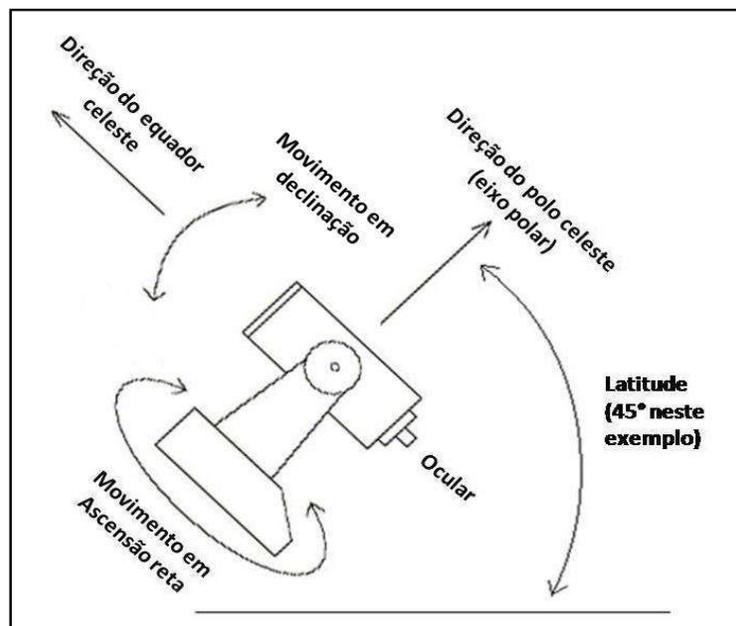


Figura 4.13 – Montagem equatorial simples. (Adaptado de POLSTON, 2005.)

⁵² O contrário acontece com os grandes telescópios dos observatórios profissionais, que voltaram a usar montagens altazimutais nos últimos anos, porém com um sofisticadíssimo sistema de processadores que permite o controle dos dois motores de velocidade variável em tempo real com extrema precisão.

4.3.2 Binóculos

Existem muitas razões pelas quais todos os observadores experientes recomendam aos iniciantes escolherem um bom binóculo (em vez de um telescópio) como seu primeiro instrumento astronômico. Além de terem um custo geralmente bem mais acessível, os binóculos possuem campos de visão muito maiores que os telescópios (o que facilita enormemente a localização dos objetos celestes por aqueles que ainda não possuem experiência nessa atividade), apresentam um bom poder de captação de luz, são leves, portáteis e de fácil transporte e manutenção. Em suma, eles são o instrumento ideal para quem está se iniciando em astronomia (e, em especial, por aqueles que se interessam pelo estudo das estrelas variáveis). Após o seu uso regular por (no mínimo) muitos meses, o observador terá adquirido a prática essencial para localizar objetos no céu com facilidade, e (aí sim) estará em condições de pensar na aquisição do seu primeiro telescópio.

As principais características a considerar para a escolha de um bom binóculo são as seguintes:

- Abertura e aumento (ou ampliação): esses dois itens estão normalmente gravados no próprio corpo do binóculo ou identificados em suas especificações através de dois números. Digamos, um binóculo 7x50 mm. Isso significa que a abertura (da lente maior) é de 50 mm e o aumento, de sete vezes. Assim como acontece com os telescópios, quanto maior a abertura, maior o poder de captação de luz e portanto de detecção de objetos mais apagados. Para aplicações em astronomia, recomenda-se que o binóculo possua uma abertura mínima de 50 mm. Aberturas menores que essa normalmente são adequadas apenas para usos diurnos em terra, como assistir a uma peça de teatro ou a uma corrida de cavalos, por exemplo. Por outro lado, existem no mercado binóculos de abertura 80 mm ou até mais. Embora eles captem mais luz e sejam por isso adequados para a observação astronômica, têm as desvantagens de um campo mais reduzido, de um custo mais alto e de serem muito mais pesados, sendo indispensável nesse caso um tripé para evitar o tremor das mãos e o esforço quando em uso.
- Campo de visão real: está relacionado aos fatores vistos anteriormente. Um binóculo 7x50 mm terá tipicamente campo em torno de 7°, e os 10x50 mm, algo em torno de 6°. Existem ainda modelos de binóculos que possuem oculares do tipo *wide field* (ou campo extenso), que permitem um campo visual pouco maior que o dos binóculos comuns. Verifique esse item pelas especificações do modelo. De forma geral, campos de visão mais amplos costumam ser interessantes para usos astronômicos.

- Pupila de saída: esse é o valor encontrado quando se divide a abertura de um binóculo por sua ampliação. Por exemplo, para um binóculo 7x50 mm, seu valor é de 7,1. Para um 10x50 mm, é de 5,0; para um 9x63 mm, de 7,0; para um 20x80 mm, de 4,0... e assim por diante. A pupila do olho humano (em um indivíduo jovem com o olho adaptado à escuridão) tem diâmetro da ordem de 7 mm. A idade tende a reduzir esse valor: em geral, a maior parte das pessoas com idade acima de 40 anos tem pupila ocular em torno de 6 mm; acima de 60 anos, em torno de 5 mm. O ideal é compatibilizar os valores da pupila ocular e da pupila de saída do instrumento, de forma tal que o globo ocular receba toda a luz coletada pela objetiva, otimizando assim seu uso. Assim, os binóculos ideais para uso astronômico devem ter pupila de saída entre 5 e 7 mm. Por esse motivo, um binóculo 9x63 mm é adequado para astronomia, enquanto um 30x50 mm, por exemplo, não é.

Sistema de prismas: existem no mercado dois tipos de sistemas prismáticos: o de Porro (visto à esquerda na Figura 4.14) e o *roof prism*, à direita. O sistema de Porro é geralmente muito usado em astronomia, pois permite combinar bom poder de captação de luz com um amplo campo de visão. O *roof prism* é mais leve e compacto, mas seu uso em binóculos astronômicos é um pouco menor, por tender a ter custo mais alto para a mesma abertura.

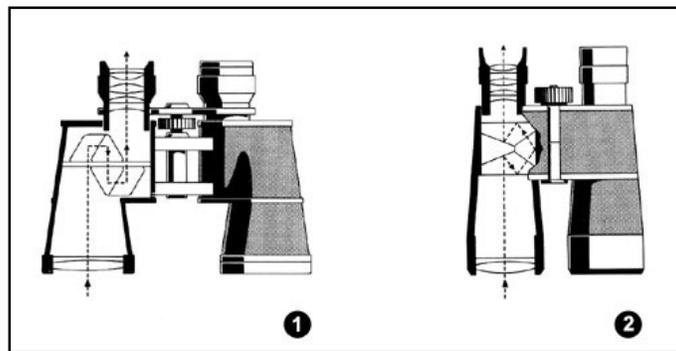


Figura 4.14 – Sistemas prismáticos de binóculos. (Crédito: ALMEIDA, 2013.)

- Lentes: de acordo com o tipo de vidro usado na confecção das lentes, existem dois tipos de binóculos: BAK4 (bário) e BK7 (borossilicato). Embora haja exceções, normalmente os BAK4 apresentam melhor qualidade e são mais luminosos. Por outro lado, é sempre recomendável verificar, antes da aquisição, qual é o sistema de revestimento usado nas lentes para otimizar a transmissão de luz. Os melhores sistemas são indicados na especificação como *fully multicoated* (com revestimento de duas ou mais camadas em todas as lentes), seguidos pelos *multicoated* (algumas lentes com duas camadas) e pelo *coated* (com uma camada). Devem-se evitar os binóculos

que apresentem lentes de cor vermelha forte (rubi), quase sempre de má qualidade.

Considerando todos esses fatores, os binóculos que apresentam melhor relação custo-benefício (e mais recomendados para os iniciantes) são em geral os 7x50 mm e 10x50 mm (existindo ainda pequenas variações também adequadas, como 9x63 mm), se possível com prismas do tipo BAK4 e revestimento *fully multi-coated*. Devem-se sempre evitar binóculos com *zoom* (por exemplo, 7-21x50 mm) para usos astronômicos.

Na vida real, entretanto, o ideal é sempre comprar o binóculo depois de ter testado cuidadosamente a sua qualidade na prática na loja. Há uma série de testes práticos que podem ser efetuados rapidamente para assegurar uma melhor aquisição. Descrições dos mesmos podem ser encontradas em CARREIRA, 2017 ou em ALMEIDA, 2013.

4.4 Atividades sugeridas (para professores)

Sugerimos, inicialmente, a resolução ou discussão em aula das questões rápidas abaixo para a fixação dos conceitos vistos.

- Qual é o azimute de uma estrela na passagem meridiana, assumindo que ela cruza o meridiano ao norte do zênite?
- Qual é a declinação do equador celeste? E a declinação do polo Sul celeste?
- Considere um observador situado no polo terrestre Sul. Que ponto da esfera celeste se situa no zênite desse observador? Qual a declinação de um ponto cuja distância zenital medida por ele é de 30° ?
- A ascensão reta da estrela Betelgeuse é diferente se a observarmos de São Paulo e do polo terrestre Sul?
- A declinação da estrela Betelgeuse muda no decorrer de uma noite? E de um ano?
- O azimute de Betelgeuse muda no decorrer de uma noite?
- As coordenadas equatoriais da estrela Eta Carinae são: ascensão reta 10h44m e declinação $-59^\circ 55'$. A latitude de Viena, na Áustria, é de $+48^\circ 12'$. Podemos observar Eta Carinae de Viena?
- O telescópio maior do LNA tem abertura 1,60 m e relação focal 13,5. Qual a sua distância focal?
- O diâmetro da pupila do olho humano é de cerca de 5 mm. Em relação a ele, quantas vezes mais um telescópio com 10 cm abertura capta a luz? E um telescópio de 10 m?

- Qual a resolução angular do telescópio espacial *Hubble*, cujo diâmetro é de 2,4 m?

No website <http://astro.unl.edu/naap/motion2/animations/ce_hc.html> existe uma animação (requer Flash) que simula uma visão da esfera celeste e, ao lado desta, a visão simultânea de um observador localizado na Terra. Ajuste as coordenadas geográficas para a sua cidade e verifique, por exemplo, se as constelações da Ursa Maior, Orion e Cruzeiro do Sul são visíveis dessa sua localidade. Em seguida mude as coordenadas geográficas para o polo Norte terrestre e verifique o que acontece com as mesmas constelações.

Assista junto com os alunos ao vídeo disponível no Youtube no endereço a seguir: <<https://www.youtube.com/watch?v=hIkTY8GJJF4>>. Esse vídeo demonstra o sistema de coordenadas horizontais e não possui narração. Peça para os alunos desenvolverem uma narração bem simples para explicar o que está sendo visto (ou faça-a você mesmo para eles).

Se desejar, faça o mesmo tipo de exercício com este outro vídeo do Youtube, agora demonstrando o sistema equatorial de coordenadas celestes e também não possui narração: <<https://www.youtube.com/watch?v=QmS7YXxmytA>>.

Considere agora a carta celeste no sistema equatorial, vista no Apêndice A, ao fim do presente capítulo. Usando as coordenadas listadas na Tabela 4.1, marque sobre a carta a posição de cada uma das vinte estrelas mais brilhantes do céu. Alguma entre elas não é visível na carta? Por que razão?

Referências bibliográficas para o Capítulo 4

ABI KARAM, H. *Telescópios amadores. Técnicas de construção e configuração ótica*. São Paulo: Livraria da Física Ed., 2012.

AGUIAR, R.R.; HOSOUME, Y. Medida da latitude com um astrolábio caseiro em uma atividade de campo. XXI Simposio Nacional de Ensino de Física, 2005. Disponível em: <<http://www.sbf1.sbfisica.org.br/eventos/snef/xxi/sys/resumos/T0561-1.pdf>>. Acesso em: 12 de maio de 2017.

ALMEIDA, G. *Telescópios. Guia dos instrumentos de observação astronômica e seus acessórios*. Lisboa: Plátano Editora, 2004.

ALMEIDA, G. Uso e escolha de binóculos para observações astronômicas. Disponível em: <http://vintage.portaldoastronomo.org/tema_pag.php?id=24&pag=3>. Acesso em: 17 de maio de 2017.

ASTRONOMY DEPARTMENT (University of Michigan). Introduction to astronomical coordinate systems. 2011. Disponível em: <<https://dept.astro.lsa.umich.edu/ugactivities/Labs/coords/>>. Acesso em: 8 de maio de 2017.

BOCZKO, R. *Conceitos de Astronomia*. São Paulo: Editora Edgard Blucher, p. 52-3. 1ª ed., 1984.

CARREIRA, L. Binóculos para Astronomia. 2017. Disponível em: <http://www.astrosurf.com/carreira/equipamento_binoc.html>. Acesso em: 17 de maio de 2017.

KARTTUNEN, H. et al. *Fundamental Astronomy*. Berlin-Heidelberg: Springer-Verlag, 5th ed., 2007.

KEPLER, S.O.; SARAIVA, M.F.O. *Astronomia e Astrofísica*. Porto Alegre: Editora da UFRGS, 1ª ed., 2000. Versão digital, atualizada em 2013, disponível em: <<http://astro.if.ufrgs.br/index.htm>>. Acesso em: 9 de maio de 2017.

LIMA NETO, G.C.B. Astronomia de Posição. Notas de aula, apostila. Instituto Astronômico, Geofísico e de Ciências Atmosféricas da Universidade de São Paulo, p. 14-7, versão de 1 de fevereiro de 2017. Disponível em: <<http://www.astro.iag.usp.br/~gastao/astroposicao.html>>. Acesso em: 8 de maio de 2017.

MEADE Instruments. Website. 2006. Disponível em: <<http://www.meade.com/support/telewrk.html>>. Acesso em: 15 de maio de 2017.

MOURA, M.M. Observatório Astronômico Phoenix. 2000. Disponível em: <<http://www.observatorio-phoenix.org/>>. Acesso em: 15 de maio de 2017.

PICAZZIO, E. Movimento aparente do céu. In: PICAZZIO, E. (ed.), *O céu que nos envolve: introdução à Astronomia para educadores e iniciantes*. São Paulo: Odisseus Editora, 1ª ed., p. 70-5, 2011.

POLSTON, J. Setting circles & celestial coordinates. 2005. Disponível em: <<http://www.jeffpolston.com/>>. Acesso em: 15 de maio de 2017.

RICHMOND, M. Astronomical coordinate systems. Notas de aula. Physics 445: Observational Astronomy, Rochester Institute of Technology, 2010. Disponível em: <<http://spiff.rit.edu/classes/phys445/phys445.html>>. Acesso em: 8 de maio de 2017.

SANTIAGO, B.; SALVIANO, A. *Astronomia Geodésica*. Apostila, UFRGS, 2005. Disponível em: <<http://www.if.ufrgs.br/oei/santiago/fis2005/textos/>>. Acesso em: 8 de maio de 2017.

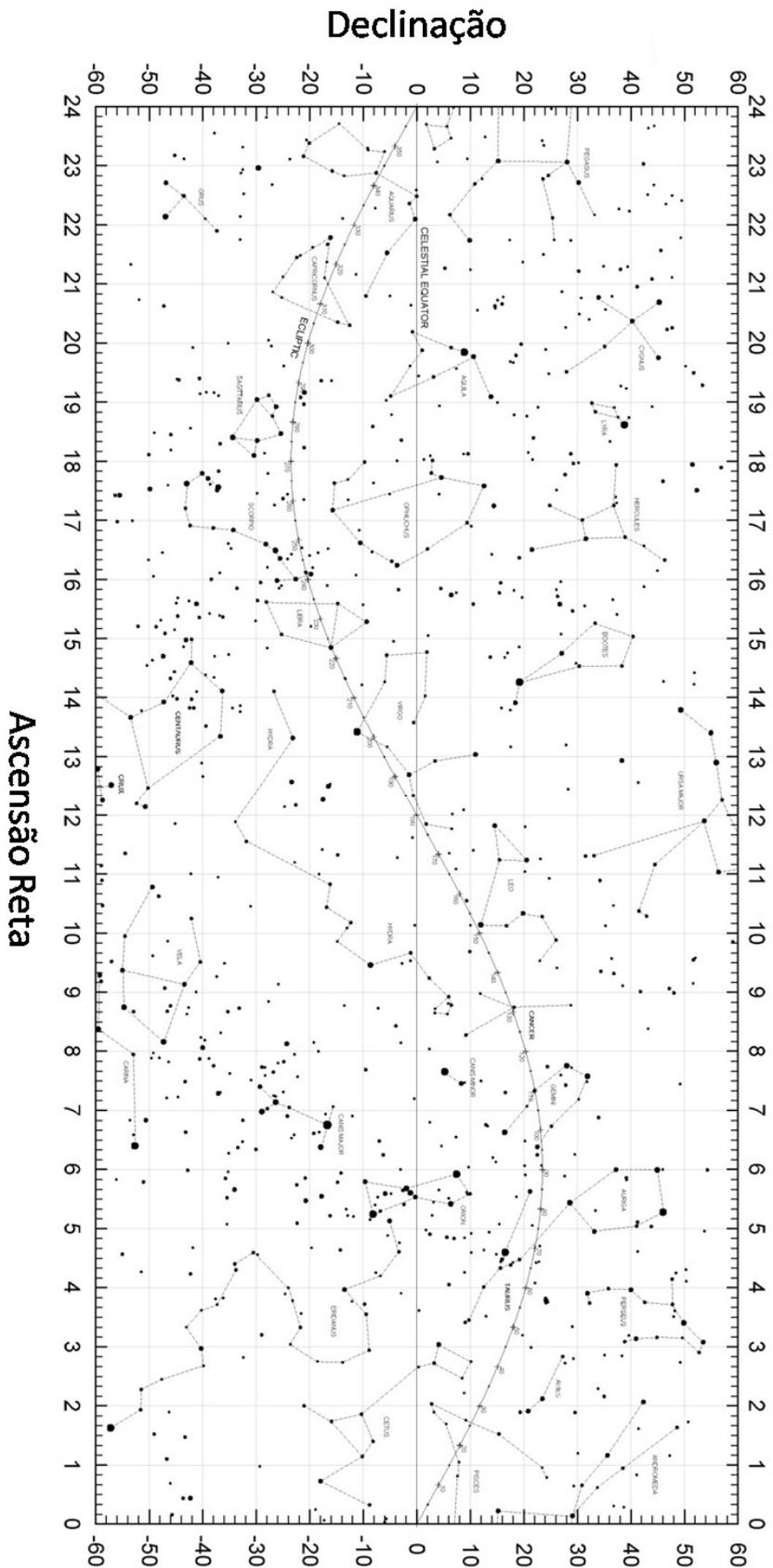
SANTIAGO FILHO, S. *Telescópios*. 2016. Disponível em: <<http://www.telescopiosastronomicos.com.br/>>. Acesso em: 15 de maio de 2017.

TEXEREAU, J. *How to make a telescope*. Richmond, VA, USA: Willmann-Bell, Inc., 2nd ed., 1984.

%%%%%%%%%

APÊNDICE A, CAPÍTULO 4
CARTA DO CÉU EM COORDENADAS EQUATORIAIS

Carta do céu em coordenadas equatoriais



Guia de estudos “Astrofísica Estelar para o Ensino Médio”

Capítulo 5 – Medindo a luz das estrelas

5.1 Catálogos estelares

A palavra “fotometria”, de etimologia grega, significa “medida da luz”, ou, aplicando o termo às estrelas, medida dos seus *brilhos aparentes* (ou *fluxos luminosos*) detectados pelo observador. Geralmente se atribui a Hiparco de Niceia (ca. 190-120 a.C.) a primazia na tarefa de medir sistematicamente os brilhos das estrelas, produzindo o primeiro catálogo estelar conhecido, com as posições e os brilhos aparentes de cerca de 850 estrelas. Infelizmente, no entanto, esse catálogo não foi preservado até os nossos dias. Sabemos de sua existência através de Cláudio Ptolomeu (ca. 85-168 d.C.), que, trezentos anos depois, ampliaria o catálogo original de Hiparco, adicionando a ele cerca de 170 estrelas. Em torno de 150 d.C., baseado principalmente nas medidas de Hiparco, complementadas por suas próprias, Ptolomeu publicaria finalmente, nos Livros VI e VII de sua obra *Syntaxis mathematica* (que posteriormente se tornaria conhecida como *Almagesto*), um catálogo com as magnitudes aparentes de 1022 estrelas, distribuídas em 48 constelações. Este se tornaria o catálogo estelar padrão nos mundos ocidental e árabe por mais de oito séculos.

Segundo a classificação adotada por Hiparco e Ptolomeu, as estrelas visíveis a olho nu foram divididas em seis “classes de brilho” (denominadas “*magnitudes*”), atribuindo-se magnitude 1 às estrelas mais brilhantes e magnitude 6 às mais apagadas. No catálogo do *Almagesto*, contam-se 15 estrelas de primeira magnitude, 45 da segunda, 208 da terceira, 474 da quarta, 217 da quinta e 49 da sexta (PANNEKOEK, 1989). Note-se que as duas classes mais apagadas estão claramente subdimensionadas, possivelmente devido a dificuldades observacionais inerentes à observação a olho nu. Por outro lado, o termo “grandeza” em lugar de “magnitude” para indicar o brilho aparente, apesar de ser considerado obsoleto, ainda é usado na linguagem coloquial; seu uso, no entanto, pode levar à interpretação errônea de que as estrelas mais brilhantes são automaticamente também aquelas de maiores dimensões.

Nos séculos que se seguiram a Ptolomeu, a Europa ingressa na Idade Média Arcaica e a astronomia grega permanecerá toldada pelo obscurantismo no mundo ocidental – mas será felizmente preservada e impulsionada pela cultura islâmica. A partir do século VII, Bagdá e o Cairo substituirão Alexandria como centros de estudos de astronomia, geometria e álgebra; obras importantes como a *Syntaxis mathematica* de Ptolomeu são traduzidas para o árabe (e é essa tradução que recebe o nome *Almagesto*, pela qual a obra passa a ser conhecida). No ano de 964 finalmente surge a primeira revisão do catálogo de estrelas de Hiparco/Ptolomeu, que é feita por um astrônomo persa: Abd al-Rahman al-Sufi (903–986). Esse trabalho, conhecido como *Livro das estrelas*

fixas (*Kitab al-Kawakib al-Thabitah*), manteve as 48 constelações gregas, mas em seu texto fornecia também informações sobre as estrelas e constelações tradicionais dos beduínos árabes (RIDPATH,1989). Ao contrário do catálogo do *Almagesto*, o *Livro das estrelas fixas* incluía ilustrações de todas as constelações, sempre feitas à mão e vistas em duas versões: como as vemos normalmente no céu e na posição espelhada, como habitualmente se vê nos globos celestes (a “visão de Deus”). Al-Sufi revisou as magnitudes que haviam sido estimadas originalmente por Hiparco e Ptolomeu, adicionando 40 novas estrelas observadas por ele próprio. Em HAFEZ (2010) pode-se encontrar a tradução para o idioma inglês do *Livro das estrelas fixas*, assim como uma detalhada análise de seu conteúdo – incluindo tabelas comparativas das magnitudes estimadas por Hiparco/Ptolomeu e al-Sufi, bem como valores obtidos modernamente.

A partir do século X, os trabalhos de Ptolomeu e outros textos filosóficos e científicos gregos foram retraduzidos do árabe para o latim (a língua erudita da época) nos territórios europeus conquistados pelos muçulmanos, como a península Ibérica, sendo assim gradualmente reintroduzidos na Europa. Já pelo fim da Idade Média, o início das grandes navegações, as descobertas e a invenção da imprensa abrem novos horizontes. Mapas e catálogos com as posições atualizadas das estrelas eram imprescindíveis à navegação; a atenção se volta para as regiões austrais do céu, que eram inacessíveis aos gregos e que agora começavam a ser mapeadas pelos cartógrafos e exploradores que se aventuravam pelo Hemisfério Sul. Novas constelações austrais são criadas e mapeadas nos séculos XVI e XVII, em adição às 48 constelações clássicas listadas por Ptolomeu no *Almagesto*.

Dessa forma, numerosos catálogos, mapas e atlas celestes surgiram nos oitocentos anos posteriores ao *Livro das estrelas fixas*. Entre eles, alguns dos mais importantes foram aqueles elaborados por Ulugh Beg (Samarcanda, ca. 1430), com 992 estrelas; Tycho Brahe (Hven, 1598, republicado em 1627 por Kepler como parte das *Tabulae Rudolphinae*), com 1004 estrelas (VERBUNT; VAN GENT, 2010a); Bayer (*Uranometria*, Augsburg, 1603), com cerca de 2.000 estrelas, sendo o primeiro a incluir também estrelas do Hemisfério Sul celeste (RIDPATH, 2014); Hevelius (*Firmamentum Sobiescianum*, Gdansk, 1690), com 1564 estrelas (VERBUNT; VAN GENT, 2010b); e Flamsteed (*Historiae Coelestis Britannicae*, Greenwich, 1725), com 2.936 estrelas (BARBIER, 2016). Vários deles, além dos catálogos de posição e magnitudes aparentes, incluíam mapas celestes que são verdadeiras obras de arte (KANAS, 2009).⁵³

⁵³ Uma bela coleção de reproduções digitais de preciosas obras históricas de Bayer, Hevelius, Flamsteed, Bode e outros autores está disponível online no website Linda Hall Library Digital Collections, em: <<http://lhdigital.lindahall.org/cdm/astronomy>>. Acesso em: 8 de dezembro de 2016.



Figura 5.1 – Constelação de Taurus, tal como aparece no terceiro volume de Firmamentum Sobiescianum, sive Uranographia – Prodomus Astronomiae, de Johannes Hevelius (1690). A estrela mais brilhante da constelação (olho esquerdo do touro) é Aldebaran. (Crédito: STOPPA, 2004.)

5.2 A escala de magnitudes aparentes

No entanto, já em fins do século XVIII estava claro que havia uma questão a ser resolvida: as magnitudes aparentes listadas nos diferentes catálogos históricos sofriam claramente de certa falta de consistência entre si.

Diferenças de uma e até duas magnitudes para a mesma estrela eram encontradas em compilações dos vários catálogos estelares disponíveis desde Hiparco até Flamsteed (ver, por exemplo, FLAMMARION, 1882). Embora amenizada na primeira metade do século XIX através da publicação de novos e extensos catálogos por Jérôme de Lalande (*Histoire céleste française*, 1801, com 47.390 estrelas) e Friedrich Wilhelm Argelander (*Uranometria nova*, 1843, com 3.256 estrelas), a inconsistência nas medidas de magnitudes ainda persistia. Claramente, a causa de tais distorções residia na inexistência de um critério e de uma escala padronizada e aceita universalmente para a determinação precisa de magnitudes aparentes. A situação foi resumida pelo astrônomo inglês William Dawes, em comunicação feita à Royal Astronomical Society:

As magnitudes das estrelas telescópicas são designadas por valores tão diversos por diferentes observadores, que se torna impossível prever a aparência desses objetos em telescópios de quaisquer tipos ou dimensões sem fazer referência à escala de magnitudes adotada pelo observador que indicou essa magnitude para a estrela em questão (...) As diferenças entre observadores de grande experiência e fama são muito maiores do que se poderia imaginar por aqueles que não examinaram o assunto, mostrando claramente que escalas de magnitude muito diferentes entre si foram adotadas (DAWES, 1851, tradução nossa).

Cinco anos depois, outro astrônomo britânico – Norman Robert Pogson – atenderia à convocação implícita no artigo de Dawes, propondo à mesma Royal Society uma escala que se tornaria o padrão até hoje usado para medida de magnitudes (POGSON, 1856).

Há algumas décadas se sabia, através de observações feitas por William Herschel e confirmadas posteriormente por seu filho John Herschel, que, *em média*, as estrelas de magnitude 1 da escala de Hiparco eram *aproximadamente* 100 vezes mais brilhantes do que as de magnitude 6 (PANNEKOEK, op. cit., p. 445). Medições posteriores para tentar estabelecer uma relação de brilhos aparentes (ou fluxos luminosos) entre duas estrelas com diferença de uma magnitude foram efetuadas por outros observadores da época, como Manuel Johnson em Oxford, Simon Stampfer em Viena e Carl Von Steinheil em Munique. Segundo Almeida (2011),

Estas medições, na (ainda) ausência de fotômetros suficientemente sensíveis eram feitas diafragmando um telescópio até que uma dada estrela ficasse no limiar mínimo de visibilidade (método de Dawes), ou diafragmando o telescópio (abertura D) até que a estrela deixasse de ser detectável (critério mais fiável seguido por Pogson). O mesmo método era utilizado para outra estrela de comparação.

Aplicando esse processo para duas estrelas quaisquer e medindo experimentalmente a abertura do diafragma (D) para cada uma delas, era fácil encontrar a relação entre os brilhos aparentes das mesmas, que é equivalente à razão dos inversos dos quadrados dos respectivos valores de D.

Por esse procedimento, Johnson havia obtido, para a relação de brilhos **R** entre duas estrelas de magnitudes sucessivas, o valor médio de $R = 2,43$; Steinheil, $R = 2,83$; e Stampfer, $R = 2,519$. Essas discrepâncias demonstravam a dificuldade apontada poucos anos antes por Dawes. Pogson seguiu um caminho inovador: partindo dos estudos empíricos dos Herschels, ele decidiu propor uma escala logarítmica, construída de tal forma que *a uma diferença de 5 magnitudes correspondesse **exatamente** um fator de 100 no brilho aparente*.

Ora, mas se à diferença de 5 magnitudes corresponde um fator 100 no fluxo luminoso, então a relação de brilho **R** *correspondente a um intervalo de uma magnitude* pode ser calculada simplesmente por:

$$R^5 = 100$$

De onde concluímos que: $R = \sqrt[5]{100}$

Cujo valor aproximado é: $R \cong 2,512$

Assim, se tivermos duas estrelas quaisquer com um intervalo de *uma* magnitude entre elas, a mais brilhante terá um fluxo 2,512 vezes maior que a mais fraca. Por exemplo,

uma estrela de magnitude 1 será 2,512 vezes mais brilhante que uma estrela de magnitude 2. Analogamente, na escala de Pogson a nossa estrela de magnitude 1 será:

- $R^2 = 2,512 \times 2,512 = 6,3$ vezes mais brilhante que uma estrela de magnitude 3.
- $R^3 = 2,512 \times 2,512 \times 2,512 = 15,9$ vezes mais brilhante que uma estrela de magnitude 4.
- $R^4 = 2,512 \times 2,512 \times 2,512 \times 2,512 = 39,8$ vezes mais brilhante que uma estrela de magnitude 5.
- $R^5 = 2,512 \times 2,512 \times 2,512 \times 2,512 \times 2,512 = 100$ vezes mais brilhante que uma estrela de magnitude 6 (resultado, aliás, que foi o indicado pelos Herschels).

E assim por diante. A escala estava construída, e passou a ser conhecida – até hoje – como *escala de magnitudes aparentes*. Mas faltavam ainda alguns detalhes. Por exemplo, existiam algumas poucas estrelas que eram *mais brilhantes* que a primeira magnitude. Para elas, resolveu-se estender a escala até a *magnitude zero* (sempre levando em conta o fator de brilho de 2,512) e ainda, por extensão, a *magnitudes negativas* para as mais brilhantes entre todas, assim como para alguns planetas, a Lua e o Sol. Outro problema – as estrelas que não possuíam magnitudes expressas por números inteiros – era de fácil resolução (passando-se a usar casas decimais para suas magnitudes, obtidas por simples interpolação da relação de brilho). Faltava definir um padrão para a magnitude zero; escolheu-se então a estrela Vega (Alfa Lyrae, ou Alfa da constelação da Lira), a quem foi atribuída por convenção magnitude 0,0. A Tabela 5.1 fornece alguns exemplos da escala de Pogson:

	Magnitude
Sol	-26,7
Lua cheia	-12,9
Vênus (próximo às elongações)	-4,4
Júpiter (próximo às oposições)	-2,5
Sírius (Alfa Canis Majoris)	-1,5
Vega (Alfa Lyrae)	0,0
Spica (Alfa Virginis)	1,0
Limite da visão a olho nu, em sítio escuro	6,0
Limite visual com binóculos 50 mm, em sítio escuro	9,0
Limite visual de um telescópio amador 150 mm, em sítio escuro	13
Limite de um telescópio profissional de 4 m	26
Limite do Hubble Space Telescope (Extreme Deep Field)	31

Tabela 5.1: Magnitudes aparentes de alguns astros e dos limites instrumentais de vários telescópios na escala de Pogson

Questiona-se até que ponto a escala de Pogson teria sido concebida intencionalmente como uma escala de base logarítmica. Em seu artigo original, o astrônomo britânico afirmava: “ [...] Eu escolhi 2,512 pela conveniência de cálculo, pois o recíproco de $0,5 \log R$, uma constante que ocorre frequentemente em fórmulas fotométricas, nesse caso será exatamente 5.” (POGSON, op. cit., p. 14, tradução nossa). Evidentemente, essa afirmação de Pogson equivale à expressão $0,5 \log R = 1/5$, ou seja, $\log R = 0,4$; ou

ainda $R = 2,512$, como vimos anteriormente. Apenas quatro anos após a publicação do artigo de Pogson, dois fisiologistas da Universidade de Leipzig (Ernst Weber e Gustav Fechner) divulgam, na obra *Elemente der Psychophysik*, os seus estudos fisiológicos e psicológicos sobre a relação entre os estímulos físicos e a percepção sensorial dos mesmos. Em particular, na lei que passaria a ser conhecida como “lei de Weber-Fechner”, postulam que essa relação é logarítmica – ou seja, que a percepção sensorial humana varia de acordo com o logaritmo do estímulo físico. Dito de outra forma, se a intensidade do estímulo físico varia em uma progressão geométrica, a percepção sensorial correspondente varia em progressão aritmética. Parece certo, entretanto, que Pogson não desenvolveu sua escala como consequência direta dos trabalhos de Fechner e Weber (BURKE-GAFFNEY, 1963). A lei de Weber-Fechner foi objeto de intensas críticas nas décadas seguintes, chegando a ser considerada sua substituição por uma nova formulação matemática proposta em 1961 por Stanley S. Stevens, da Universidade Harvard – que postulou que uma lei de potência seria mais representativa da percepção sensorial humana do que uma função logarítmica (STEVENS, 1961). No entanto, apesar dessas controvérsias, admite-se modernamente que, com a exceção de situações de baixíssima luminosidade em que predomine a visão escotópica (aquela produzida na retina exclusivamente pelas células do tipo bastonete), é correto afirmar que a função logarítmica representa bem a resposta do olho humano a estímulos luminosos (SACEK, 2006). Ou seja, podemos afirmar que nossos olhos percebem *razões iguais* de intensidade luminosa como *intervalos iguais* de brilho, na escala de magnitudes. A quase totalidade dos livros-texto introdutórios de astronomia para educadores enfatiza esse fato. Ver, por exemplo, GREGORIO-HETEM (2011).

5.3 Luminosidades e fluxos estelares

O conceito de luminosidade intrínseca (ou, doravante, simplesmente luminosidade) de uma estrela não deve ser confundido com brilho, fluxo ou magnitude. A luminosidade é definida como sendo a *quantidade de energia que a estrela emite por unidade de tempo*. Ou seja, a luminosidade não depende de nossa posição ou da distância a que nos encontramos da estrela; ao contrário, ela é uma característica inerente à estrela em si. Note-se que, fisicamente, esse conceito de luminosidade é exatamente o mesmo que a *potência* irradiada pela estrela. Como a potência de uma lâmpada elétrica, por exemplo: se a lâmpada possui potência (ou luminosidade) de 40 W, por exemplo, ela continuará tendo 40 W se estivermos perto dela ou se nos afastarmos.

As unidades de medida da luminosidade estelar são as unidades de energia/tempo, e são tradicionalmente expressas em ergs por segundo (ergs/s), ou ainda em watts (joules/s). O Sol, por exemplo, possui uma luminosidade de $3,8 \times 10^{33}$ ergs/s. Como se compara a luminosidade do Sol com a de nossa lâmpada de 40 W? Basta converter as medidas para a mesma unidade. Um Watt equivale a 10^7 ergs/s. Assim, a energia

irradiada pelo Sol em cada segundo (sua luminosidade) é cerca de $3,8 \times 10^{26}$ watts, o que significa algo como 10^{25} vezes maior que a da lâmpada.

Já o conceito de fluxo luminoso (ou, doravante, simplesmente fluxo) é distinto. Popularmente, ele se confunde com o que em geral se chama de “brilho”, ou “brilho aparente”, da estrela. O fluxo, sim, depende da distância a que nos encontramos da fonte. Em nossa analogia com a lâmpada, suponha que você esteja inicialmente a um metro dela, e em seguida se afaste, digamos, a cem metros. É evidente que o “brilho” (fluxo) da lâmpada diminuiu quando você se afastou (se você discorda, tente ler com uma lâmpada de 40 W a cem metros dela). Mas a sua luminosidade continua igual (afinal, ela continua sendo a mesma lâmpada de 40 W...).

Quando observamos as estrelas no céu noturno, o que podemos medir diretamente através da escala de magnitudes é apenas o *fluxo* (e nunca a luminosidade). Algumas estrelas nos parecem mais brilhantes e outras mais apagadas – mas não podemos dizer se, por exemplo, as estrelas mais brilhantes são *intrinsecamente* mais luminosas, ou se elas simplesmente estão mais próximas de nós do que as outras (e vice-versa). Para sabermos se elas são de fato mais luminosas, teremos de conhecer as distâncias a que elas se encontram. Em outras palavras, precisaremos medir o fluxo e estimar a distância por qualquer processo para conhecer a *luminosidade* da estrela, assim como outros parâmetros que também sejam intrínsecos a ela. Como podemos fazer isso?

De início, para exprimir a relação entre luminosidade e fluxo, consideremos uma estrela qualquer; chamemos a sua luminosidade intrínseca de **L**. Afastemo-nos da estrela até uma distância que chamaremos de **d**. Note-se que a luminosidade irradiada pela estrela se distribui esfericamente em todas as direções; em particular, à distância **d** a que o observador se encontra, ela foi distribuída em todos os pontos de uma superfície esférica de raio **d**. Para encontrar o fluxo luminoso **F** que chegou até o observador, basta dividir a luminosidade da estrela pela área dessa superfície esférica:

$$F = \frac{L}{4\pi d^2} \quad (5.1)$$

Por essa equação, verifica-se que, se medirmos o fluxo de uma estrela qualquer e se conseguirmos por qualquer processo estimar a sua distância, então poderemos facilmente calcular sua luminosidade intrínseca. Note-se que a unidade de medida do fluxo é dada por unidades de luminosidade/unidades de área, e conseqüentemente, a unidade de fluxo será dada em $\text{erg} / \text{cm}^2 \cdot \text{s}$.

5.4 Lei dos inversos dos quadrados

Vamos imaginar agora que nos afastemos de nossa estrela sucessivamente a diversas distâncias que chamaremos de d_1 , d_2 , d_3 etc. Já sabemos que sua luminosidade **L** não

mudará com isso, *mas o fluxo sim*. Vamos chamar esses fluxos de F_1 , F_2 , F_3 etc. Pela equação (5.1), podemos escrever que:

$$L = F_1 \cdot 4\pi d_1^2$$

$$L = F_2 \cdot 4\pi d_2^2$$

$$L = F_3 \cdot 4\pi d_3^2$$

... e assim por diante. Se igualarmos o valor de L nessas duas primeiras equações (ou em quaisquer outras entre elas) teremos, de uma forma geral:

$$F_1 / F_2 = d_2^2 / d_1^2 \quad (5.2)$$

Essa equação é conhecida como *Lei dos inversos dos quadrados* das distâncias, e nos diz que, à medida que nos afastamos (ou aproximamos) da estrela, o fluxo que recebemos dela diminui (ou aumenta) com o quadrado das distâncias a que nos encontramos.

5.5 Distâncias astronômicas

A pergunta seguinte, naturalmente, seria: *mas como se pode afinal estimar a distância das estrelas?* Essa não é uma tarefa fácil: as imensas distâncias às quais as estrelas se encontram impossibilitam o uso das medições diretas convencionais. Além disso, não existe um *único* método que sirva para calcularmos as distâncias de *todas* as estrelas; ao contrário, existem literalmente dezenas de métodos, cada um aplicável somente a uma determinada gama de distâncias, ou a uma classe de objeto. O método clássico, denominado paralaxe trigonométrica, nos fornece distâncias muito precisas, porém infelizmente só pode ser aplicado para estrelas relativamente próximas. Há excelentes métodos baseados na pulsação de estrelas variáveis, porém eles se aplicam somente a elas. E existem ainda muitos outros procedimentos, usando técnicas estatísticas, espectroscópicas, fotométricas, astrométricas etc. A solução encontrada pelos astrônomos foi combinar o uso desses diversos métodos, usando os resultados de uns para *calibrar* as escalas de outros processos. Dessa forma, começando pelas estrelas mais próximas (medidas com precisão pela paralaxe), foi-se aos poucos ampliando a escala de distâncias através de uma série de métodos, incluindo o uso de *indicadores de distâncias* ou “velas-padrão” (objetos que possuem uma luminosidade conhecida)⁵⁴, o que permitiu finalmente a determinação das distâncias das estrelas mais longínquas da Galáxia (e, posteriormente, também das distâncias extragalácticas).

O método da paralaxe trigonométrica foi aplicado pela primeira vez para calcular distâncias estelares no século XIX, de forma quase simultânea por três astrônomos:

⁵⁴ Supernovas do Tipo Ia, Novas galácticas e extragalácticas, estrelas variáveis pulsantes dos tipos Cefeidas clássicas, W Virginis e RR Lyrae são alguns exemplos de indicadores de distância ou “velas-padrão” usados modernamente.

F.W. Bessel (1838), T. Henderson (1839) e F.W. von Struve (1840), respectivamente com as estrelas 61 Cygni, Alfa Centauri e Vega (CLERKE, 1893). Em essência, ele nada mais é do que uma variante da conhecida técnica da triangulação, usada por topógrafos, agrimensores e cartógrafos para medir distâncias, posições e áreas na superfície terrestre. Seu fundamento, conhecido há séculos, é simples: se medirmos um dos lados e um dos ângulos de um triângulo retângulo, então todos os demais lados e ângulos estarão determinados.

Paralaxe é a mudança da posição aparente de um objeto contra o fundo mais distante, quando observado de dois pontos diferentes. Um experimento simples demonstra esse conceito: estenda seu braço e levante o polegar. Olhe para ele sucessivamente com o olho esquerdo e o direito contra um fundo mais distante. A posição do polegar parece se deslocar por um ângulo em relação ao fundo. Os seus olhos e o polegar formam um triângulo: a distância entre os olhos é a linha de base, e o ângulo entre eles e o polegar exemplifica a paralaxe, que é medida em unidades angulares, geralmente em segundos de arco ($''$).

No caso de paralaxes astronômicas, procura-se usar uma linha de base tão grande quanto possível: o diâmetro da órbita terrestre, que é da ordem de 300 milhões de km, ou duas unidades astronômicas⁵⁵. Para tanto, faz-se uma série de imagens da região do céu em que a estrela se encontra, e mede-se o seu deslocamento angular contra o fundo em duas datas quaisquer com intervalo de seis meses entre si (o tempo em que a Terra terá completado metade de sua órbita; por exemplo, em janeiro e julho).

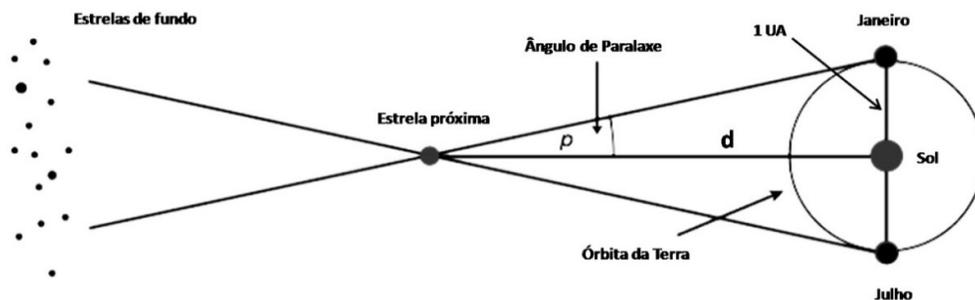


Figura 5.2 – Método da paralaxe para a medição de distâncias estelares. Observe que, quanto mais distante estiver a estrela, menor será o ângulo de paralaxe p . (Adaptado de LCO, 2016.)

⁵⁵ Define-se a unidade astronômica (UA) como sendo a distância média entre a Terra e o Sol (redefinida em 2012 pela União Astronômica Internacional como sendo precisamente 149.597.870.700 m). Esse valor muitas vezes pode ser aproximado por simplicidade para 150 milhões de km.

Definimos a paralaxe p da estrela como sendo a metade do deslocamento angular medido. Da trigonometria (e não esquecendo que, para pequenos ângulos, $p \approx \text{tg } p$), podemos deduzir que a distância d será dada por:

$$d = \frac{1 \text{ UA}}{p}$$

sendo p expresso em radianos e d em UA. Mas em astronomia geralmente se usam segundos de arco (em vez de radianos) para medir o deslocamento angular. A relação entre radianos (rad) e segundos de arco (") é: $1 \text{ rad} = 206.265''$. Concluímos que a paralaxe de um segundo de arco corresponde a uma distância de 206.265 UA. Mas a UA é uma unidade muito pequena para expressar distâncias estelares; convencionou-se então definir uma nova unidade para medir distâncias em astronomia: o *parsec*, que se abrevia por **pc**. *Por definição, o parsec é a distância de um objeto cuja paralaxe mede exatamente um segundo de arco.* Ou seja, podemos escrever simplesmente:

$$d = \frac{1}{p} \tag{5.3}$$

(sendo p dado em segundos de arco e d em parsec. Por exemplo: a paralaxe da estrela mais próxima do Sol, Alfa Centauri, é de $0,74''$. Sua distância será assim de 1,35 pc).

Da definição de parsec resultam imediatamente as relações entre o pc e as duas outras unidades de medida de distância usadas em astronomia, que definimos no Capítulo 1 (a UA e o ano-luz):

$$1 \text{ pc} = 206.265 \text{ UA} \quad \text{e} \quad 1 \text{ pc} = 3,26 \text{ anos-luz.}^{56}$$

Da equação (5.3), percebe-se que, quanto maior for a distância, menor será a paralaxe – e por isso mais difícil e imprecisa será a medição. Para observatórios situados na Terra, o limite de utilização do método da paralaxe é de 100 pc. Na década de 1990, o satélite *Hipparcos*, da ESA (Agência Espacial Europeia), ampliou esse limite para 1.000 pc, (mais de 100.000 estrelas). Espera-se que a missão GAIA, também da ESA e em operação no momento (2017) permita até a década de 2020 medir distâncias de até 100.000 pc, abrangendo um bilhão de estrelas. Mesmo assim, isso representará apenas 1 % das estrelas da Via Láctea. Fica evidente que outros métodos de determinação de distância se tornam necessários. Em capítulos posteriores, voltaremos a abordar esse tema.

⁵⁶ Para as maiores distâncias astronômicas são também usados frequentemente os múltiplos do parsec: o kiloparsec (10^3 pc), o megaparsec (10^6 pc) e o gigaparsec (10^9 pc).

5.6 Equação de Pogson

Vamos agora retornar ao conceito de magnitude aparente e, lembrando que o brilho aparente corresponde ao fluxo luminoso (F) que foi emitido pela estrela e recebido pelo observador, deduzir uma equação que relacione os fluxos e as magnitudes. Lembremos que, na escala de Pogson, cada intervalo de uma magnitude corresponde a uma razão de fluxos igual a $100^{1/5}$. Isso pode ser reescrito agora para uma razão de fluxos genérica (F_1/F_2) e um intervalo de magnitudes genérico, que indicaremos por $(m_2 - m_1)$. Note que os subscritos dos fluxos e das magnitudes estão em ordem inversa, pois, como já vimos, as magnitudes mais altas correspondem aos fluxos mais baixos, e vice-versa. A escala de Pogson, expressa de forma genérica, indica:

$$F_1/F_2 = 100^{(m_2 - m_1)/5}$$

Aplicando logaritmos a essa equação e lembrando que $\log 100 = 2$, temos:

$$\log (F_1/F_2) = 0,4 (m_2 - m_1)$$

que também pode ser escrita como:

$$(m_2 - m_1) = 2,5 \log (F_1/F_2) \quad (5.4)$$

Essa é a equação de Pogson, também conhecida como fórmula, ou lei, de Pogson. Ela nos dá uma relação genérica entre magnitudes e fluxos de duas estrelas quaisquer. No seu uso, mais uma vez, é necessária atenção para o fato de que os subscritos dos fluxos e das magnitudes devem estar em ordem inversa. Alternativamente, caso se prefira escrevê-los na mesma ordem, o segundo termo da equação deverá ter o sinal trocado, e a equação de Pogson passa a ser escrita:

$$(m_2 - m_1) = -2,5 \log (F_2/F_1)$$

5.7 Magnitude absoluta e módulo de distância

Como vimos acima, ao observarmos o céu noturno não podemos concluir que as “estrelas mais brilhantes” (ou seja, aquelas de *menor magnitude aparente*) são também as intrinsecamente mais luminosas, ou vice-versa. Só poderemos deduzir isso caso a caso *se conhecermos a distância à qual cada uma se encontra de nós*. Mas podemos por um momento imaginar: *e se todas as estrelas se encontrassem exatamente à mesma distância?* Ora, nesse caso fictício, é fácil notar que a escala de brilhos aparentes representaria também a escala de luminosidades.

Foi com base nesse cenário hipotético que se definiu o conceito de magnitude absoluta. *A magnitude absoluta de uma estrela é simplesmente a magnitude que a estrela teria, caso estivesse situada a uma distância-padrão de 10 parsecs.* A

magnitude absoluta (que por convenção é indicada por **M**) é, portanto, uma medida da *luminosidade* da estrela, assim como a magnitude aparente (indicada por **m**) era uma medida de seu brilho aparente (ou *fluxo*). Assim como ocorre com as magnitudes aparentes, a escala das magnitudes absolutas é uma escala inversa: as estrelas mais luminosas terão magnitudes absolutas mais baixas, e vice-versa.

Se conhecermos a luminosidade da estrela, poderemos facilmente calcular a magnitude absoluta da estrela, e vice-versa. Muitas vezes, em astrofísica, é conveniente indicar a luminosidade em unidades solares (ou seja, o valor da luminosidade da estrela em relação à do Sol). A vantagem é que tanto a luminosidade como a magnitude absoluta do Sol são bem conhecidas. Para isso podemos usar a equação de Pogson como segue:

$$M_{\odot} - M = 2,5 \log (L / L_{\odot}) \quad (5.5)$$

sendo M_{\odot} : magnitude absoluta do Sol = 4,83

L_{\odot} : luminosidade do Sol = $3,8 \times 10^{33}$ ergs/s

L e M representam respectivamente a luminosidade e a magnitude absoluta da estrela

Com o conceito de magnitude absoluta, poderemos finalmente estabelecer uma relação entre as magnitudes (aparente e absoluta) e a distância da estrela. Na prática, geralmente a magnitude aparente é medida pelo observador através de fotometria (seja ela visual ou com detectores eletrônicos). Nessas condições, na nossa relação restarão como variáveis a magnitude absoluta (que, como vimos, é uma medida da luminosidade) e a distância: se determinarmos uma delas por qualquer processo, a outra será facilmente conhecida por essa relação, conhecida como *equação do módulo de distância*. Vamos deduzi-la a partir da equação de Pogson (equação 5.4).

Consideremos uma estrela qualquer. A uma distância que chamaremos de **d**, ela terá uma magnitude aparente **m** e um fluxo **F**. Já à distância de 10 pc, sua magnitude será a magnitude absoluta **M**; chamemos seu fluxo de **F₁₀**. Aplicando a equação de Pogson:

$$(m - M) = 2,5 \log (F_{10}/F)$$

Mas da relação entre fluxos e luminosidades (equação 5.1) temos que:

$$F = \frac{L}{4\pi d^2} \quad (\text{para a estrela à distância } d)$$

$$F_{10} = \frac{L}{4\pi(10)^2} \quad (\text{para a estrela à distância de 10 pc})$$

Dividindo a segunda equação pela primeira, temos:

$$F_{10} / F = (d / 10)^2$$

Substituindo na equação de Pogson,

$$(m - M) = 2,5 \log (d / 10)^2$$

...que podemos escrever também:

$$(m - M) = 5 \log d - 5 \quad (5.6)$$

Essa é a equação que procurávamos; a quantidade $(m-M)$ é chamada de módulo de distância⁵⁷. Note-se que para o uso correto dessa equação, a distância d deverá *necessariamente ser expressa em parsecs*.

5.8 Atividades sugeridas (para professores)

Uma vez que este capítulo contém boa parte do tratamento matemático usado neste programa, parece-nos essencial assegurar que os conceitos físicos vistos acima sejam bem assimilados e que o uso das equações respectivas seja bem treinado. Dessa forma, sugerimos propor aos alunos a resolução de ao menos parte dos exercícios de fixação abaixo. Se houver tempo, resolver alguns deles em sala para eliminar eventuais dúvidas. Os dados e valores mencionados nas questões são reais.

- O planeta Netuno encontra-se à distância de 30 unidades astronômicas do Sol. Quantas vezes o fluxo de energia solar que chega a Netuno é menor do que o recebido na Terra?
- As estrelas Rigel (Beta Orionis) e Deneb (Alfa Cygni) possuem exatamente a mesma luminosidade. Mas Deneb encontra-se a 1600 anos-luz da Terra, enquanto Rigel está a 900 anos-luz de nós. Qual das estrelas aparenta ser mais brilhante quando vista da Terra? Qual a razão entre os fluxos luminosos que recebemos das duas estrelas?
- Uma estrela A está à metade da distância de outra estrela B. Vistas da Terra, a estrela A parece ser duas vezes mais brilhante do que a estrela B. Qual delas é a estrela mais luminosa? Qual é a razão entre as luminosidades das duas estrelas?

⁵⁷ A equação do módulo da distância tal como vista em (5.6) vale apenas na inexistência de matéria interestelar (gás e poeira) entre a estrela e o observador. Se ela for significativa, devemos adicionar ao segundo membro dessa equação um termo geralmente indicado por A_v (extinção interestelar), que exprime a parte da radiação estelar extinta (por absorção e espalhamento) no trajeto até o observador.

- A estrela Regulus (Alfa Leonis) possui 140 vezes a luminosidade do Sol. Porém, vista da Terra, seu brilho aparente é $5,2 \times 10^{-12}$ vezes o brilho solar. Quantas vezes Regulus está mais distante de nós que o Sol?
- Quando próximo às suas máximas aproximações, o planeta Vênus apresenta magnitude em torno de -4 . A estrela Arcturus (Alfa Bootis) possui magnitude aparente zero. Quantas vezes Vênus nos parece ser mais brilhante que Arcturus?
- Uma estrela A tem magnitude 10. Uma estrela B tem brilho 10.000 vezes maior que A. Uma outra estrela C tem brilho 100.000 vezes menor que A. Qual a magnitude de B? Qual a magnitude de C?
- A estrela mais brilhante do firmamento (Sirius, ou Alfa Canis Majoris) possui magnitude aparente $-1,5$. As estrelas mais apagadas que conseguimos ver em um local escuro possuem magnitude 6. Quantas vezes Sirius é mais brilhante que elas?
- A famosa estrela variável Eta Carinae, uma das mais luminosas da Galáxia, sofreu uma gigantesca erupção no ano de 1843. Nessa ocasião, a estrela atingiu a magnitude -1 . Passados mais de um século e meio, Eta Carinae brilha hoje como uma modesta estrela de quarta magnitude. Calcule quantas vezes Eta Carinae esteve mais brilhante em 1843 do que em nossos dias.
- A estrela Alfa Centauri, a mais próxima do Sistema Solar, possui magnitude aparente zero. Que magnitude ela apresentaria, se estivesse ao dobro da distância em que se encontra?
- Supernovas do Tipo II são estrelas de grande massa que, ao final do seu ciclo de vida, são destruídas em uma explosão colossal, cuja energia é comparável à de todas as outras estrelas de sua galáxia juntas. Uma dessas estrelas, denominada Supernova 1987A, explodiu no ano de 1987 na Grande Nuvem de Magalhães, uma galáxia satélite da Via Láctea, que está a 170.000 anos-luz de distância. No seu máximo brilho, ela atingiu a magnitude aparente 3. Calcule a magnitude aparente que ela teria, se estivesse à distância de Alfa Centauri (assumida como 4,3 anos-luz).
- Uma estrela está à distância de 100 parsecs da Terra. Qual o seu módulo de distância? Se ela possui magnitude absoluta -2 , qual será a sua magnitude aparente?

- A distância de Alfa Centauri, medida por paralaxe, é de 4,3 anos-luz. Vista da Terra, ela possui magnitude 0,0. Qual é a sua magnitude absoluta?
- Na questão anterior, e considerando que o Sol possui magnitude absoluta 4,8, qual a estrela mais luminosa (Alfa Centauri ou o Sol)? Calcule a luminosidade de Alfa Centauri em unidades solares.
- As estrelas Sirius (Alfa Canis Majoris) e Canopus (Alfa Carinae) são as duas mais brilhantes em nosso céu noturno. Suas magnitudes aparentes são respectivamente de $-1,5$ e $-0,7$. Suas distâncias são de 8,7 anos-luz e 98 parsecs, na mesma ordem. Qual dentre as duas é intrinsecamente mais luminosa?
- Duas estrelas A e B possuem a mesma magnitude absoluta, porém A está dez vezes mais distante do que B. Qual a diferença entre suas magnitudes aparentes?
- A estrela Procyon (Alfa Canis Minoris) tem magnitude absoluta 2,6. Qual a sua luminosidade em unidades solares? (Dada: magnitude absoluta do Sol = 4,8)
- Sendo a magnitude absoluta do Sol de 4,8, qual seria a magnitude aparente do Sol se ele estivesse à distância de 1 parsec? E de 10 pc? E de 100 pc? Qual seria a sua magnitude aparente se ele não estivesse na Via Láctea, mas sim na Grande Nuvem de Magalhães (que está a 170.000 anos-luz de distância)?
- Na estrela Epsilon Eridani, cuja paralaxe é de $0,31''$, foi detectada recentemente a presença de um disco protoplanetário. Qual a distância de Epsilon Eridani? Quanto tempo sua luz leva para chegar à Terra?
- A estrela Ross 348 tem paralaxe $0,317''$. Ela só pode ser vista ao telescópio, pois é 300 vezes menos brilhante que o limite de nossa percepção visual a olho nu (que corresponde à magnitude 6). A que distância deveria estar essa estrela para ser percebida visualmente sem um telescópio?
- Estrelas variáveis da classe denominada RR Lyrae ocorrem frequentemente em aglomerados globulares e possuem magnitudes absolutas em torno de 0,0. Em uma pesquisa recente, detectou-se a presença de estrelas RR Lyrae com uma magnitude aparente de 13,5 no grande aglomerado globular conhecido como NGC 104 (ou 47 Tucanae). Qual a distância desse aglomerado em parsecs? E em anos-luz?

Referências bibliográficas para o Capítulo 5

ALMEIDA, G. Norman Robert Pogson e a escala de magnitudes estelares. *Gazeta de Física* (revista da Sociedade Portuguesa de Física), v. 34, fasc. 3-4, p. 52-7, 2011. Disponível em: <<http://www.gazetadefisica.spf.pt/magazine/article/827/pdf>>. Acesso em: 22 de dezembro de 2016.

ARGELANDER, F.W. Aufforderung an Freunde der Astronomie. In: SCHUMACHER, H.C. (ed.), *Jahrbuch für 1844*. Stuttgart & Tübingen: J.G. Cotta Buchhandlung, p. 122-254, 1844. Parte da obra foi traduzida para o inglês por Annie J. Cannon como: The variable stars. *Popular Astronomy*, v. 20, p. 148-56, 1912. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1912PA.....20...91A>>. Acesso em: 27 de julho de 2017.

BARBIER, P. Flamsteed Star Catalog. Versão online do catálogo de Flamsteed. Disponível em: <<http://pbarbier.com/flamsteed/flamsteed.html>>. Acesso em: 7 de dezembro de 2016.

BURKE-GAFFNEY, M.W. Pogson's scale and Fechner's law. *Journal of the Royal Astronomical Society of Canada*, v. 57, p. 3-7, 1963.

CLERKE, A. *A popular history of Astronomy during the nineteenth century*. London: Adam and Charles Black, 3rd ed., p. 43-4, 1893.

DAWES, W. On a photometrical method of determining the magnitudes of telescopic stars. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 11, p. 187, 1851.

FLAMMARION, C. *Les étoiles et les curiosités du ciel*. Paris: C. Marpon et E. Flammarion, éditeurs, p. 6-19, 1882.

GREGORIO-HETEM, J. Estrelas. In PICAZZIO, E. (ed.): *O céu que nos envolve: introdução à Astronomia para educadores e iniciantes*. São Paulo: Odysseus Editora, 1^a ed., p. 183-4, 2011.

HAFEZ, I. *Abd al-Rahman al-Sufi and his book of the fixed stars: a journey of re-discovery*. PhD thesis, James Cook University, p. 367-90, 2010. Disponível em: <<http://researchonline.jcu.edu.au/28854/>>. Acesso em: 7 de dezembro de 2016.

KANAS, N. *Star maps: history, artistry, and cartography*. Springer Praxis Publishing Company, p. 107-30, 2009.

LCO (Las Cumbres Observatory). Parallax and distance measurement. 2016. Disponível em: <<https://lco.global/spacebook/parallax-and-distance-measurement/>>. Acesso em: 7 de dezembro de 2016.

PANNEKOEK, A. *A history of Astronomy*. New York: Dover Publications, p. 444-9, 1989.

POGSON, N.R. Magnitudes of thirty-six of the minor planets for the first day of each month of the year 1857. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 17, p. 12, 1856.

RIDPATH, I. Identifying the stars on Johann Bayer's chart of the south polar sky. *The Antiquarian Astronomer – Journal of the Society for the History of Astronomy*, p. 97-108, 2014. Disponível em: <<https://societyforthehistoryofastronomy.com/publications/the-antiquarian-astronomer/>>. Acesso em: 7 de dezembro de 2016.

RIDPATH, I. *Star tales*. Lutterworth Press, p. 1-12, 1989. Disponível em: <<http://www.ianridpath.com/startales/contents.htm>>. Acesso em: 4 de dezembro de 2016.

SACEK, V. Eye light-intensity response. In: Amateur telescope optics (website), Section 13.8: Eye intensity response, contrast sensitivity. Disponível em: <http://www.telescope-optics.net/eye_intensity_response.htm>. Acesso em: 27 de dezembro de 2016.

STEVENS, S.S. To honor Fechner and repeal his law. *Science (New Series)*, American Association for the Advancement of Science, v. 133, n. 3446, p. 80-6, 1961. Disponível em: <<http://www.jstor.org/stable/1706724>>. Acesso em: 27 de dezembro de 2016.

STOPPA, F. Atlas coelestis. 2004. Disponível em: <<http://www.atlascoelestis.com>>. Acesso em: 4 de dezembro de 2016.

VERBUNT, F.; VAN GENT, R.H. (a). Three editions of the star catalogue of Tycho Brahe. Machine-readable version and comparison with the modern Hipparcos catalogue. *Astronomy and Astrophysics*, 516, A28, p. 1-24, 2010. O catálogo de Tycho completo, na versão editada por Kepler em 1627, está disponível em: <<http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR?-source=J%2FA%2BA%2F516%2FA28>>. Acesso em: 7 de dezembro de 2016.

VERBUNT, F.; VAN GENT, R.H. (b). The star catalog of Hevelius. Machine-readable version and comparison with the modern Hipparcos catalogue. *Astronomy and Astrophysics*, 516, A29, p. 1-22, 2010. O catálogo de Hevelius completo está disponível em: <<http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR?-source=J%2FA%2BA%2F516%2FA29>>. Acesso em: 7 de dezembro de 2016.

Guia de estudos “Astrofísica Estelar para o Ensino Médio”

Capítulo 6 – Entendendo os espectros das estrelas

No Capítulo 1 vimos que o desenvolvimento da espectroscopia no século XIX significou a gênese da Astrofísica Estelar e se tornou o principal fator para o prodigioso avanço dessa ciência até hoje. É a análise das linhas dos espectros que nos permite descobrir os elementos químicos presentes nas estrelas e calcular sua composição. Mas não é só isso. Podemos também determinar a temperatura das estrelas; sua rotação; sua velocidade; a presença de companheiras eventuais; sua luminosidade e eventuais variações; sua densidade; e uma série de outros parâmetros essenciais para entendermos a origem e a evolução das estrelas, das galáxias e do Universo como um todo. Como isso é possível? Esse é o assunto dos tópicos a seguir.

6.1 Espectros contínuos e a radiação de corpo negro

6.1.1 Lei de Planck

Todos os corpos na Natureza (sejam eles as estrelas, planetas, cometas, uma árvore ou nossos próprios corpos) emitem radiação sob a forma de ondas eletromagnéticas, *mas desde que estejam acima do zero absoluto*. Para entender o que é o zero absoluto, basta lembrar que a temperatura é uma medida dos movimentos internos (vibrações) das partículas, átomos e moléculas que constituem tudo o que existe. O zero absoluto seria a temperatura na qual todo o movimento cessa por completo (a mais baixa temperatura *teoricamente possível*). Ora, no Universo não existe nada que esteja *exatamente* a zero absoluto, embora nada impeça que se chegue pouco acima dessa temperatura-limite. O zero absoluto corresponde, na escala Celsius (às vezes também chamada, em linguagem coloquial, de “centígrada”), à temperatura de $-273\text{ }^{\circ}\text{C}$. Mas os astrônomos raramente usam a escala Celsius: a escala usada em Astrofísica chama-se escala Kelvin (K). Ela se inicia exatamente no zero absoluto (não tendo assim valores negativos) e suas graduações são semelhantes às da escala Celsius. Assim, dizer que a água congela a $0\text{ }^{\circ}\text{C}$ é o mesmo que dizer a 273 K (ou dizer que ela vaporiza a $100\text{ }^{\circ}\text{C}$ é o mesmo que a 373 K... e assim por diante).

A emissão de radiação eletromagnética se dá, portanto, por um *efeito térmico*, e não pela composição química do corpo ou objeto. Quanto maior a temperatura do corpo, maior o nível de vibrações, e maior a quantidade de energia irradiada. Isso pode ser comprovado com um experimento simples, usando uma lâmpada comum de tungstênio ligada a um potenciômetro (“*dimmer*”): aumentando a intensidade da corrente elétrica que vai para a lâmpada, o filamento se torna mais quente e emite uma luz mais forte (ou seja, *irradia mais energia*). Como a emissão se dá por efeito térmico e ocorre em uma grande faixa de comprimentos de onda, dizemos que temos

um *espectro térmico* ou *espectro contínuo* – que nada mais é do que a *distribuição da energia irradiada em todos os comprimentos de onda*. O comprimento de onda correspondente à emissão máxima depende da temperatura do corpo. Isso pode ser comprovado por um segundo experimento: aquecendo uma barra de ferro gradativamente, notamos que ela de início assume uma cor vermelha; a seguir, laranja e amarelo. Se pudéssemos aquecê-la ainda mais sem que ela se fundisse, a luz se tornaria branca e depois azulada. Ora, do Capítulo 2 já sabemos que cada cor se caracteriza por seu comprimento de onda; assim, em nosso experimento, à medida que aumentamos a temperatura da barra, ela passou a mostrar a emissão máxima em comprimentos de onda cada vez menores (desde o vermelho até o azul).

Resumindo nossas experiências: a energia emitida por um corpo denso e o comprimento de onda correspondente à intensidade máxima da radiação dependem, ambos, da temperatura do corpo. Quanto mais alta for esta, maior será a energia total emitida e menor será o comprimento de onda em que a intensidade é máxima.

Todos esses fatos experimentais já eram bem conhecidos em fins do século XIX, mas a Física teórica não havia encontrado uma hipótese geral que explicasse as propriedades do espectro contínuo. Então, em 1900, Max Planck conseguiu finalmente derivar uma equação (hoje chamada de lei de Planck) que descrevia a relação entre intensidade de radiação, temperatura e comprimento de onda. Planck modelou sua teoria com base no conceito de corpo negro (*Schwarzer Körper*), que havia sido originalmente formulado por Kirchhoff em 1859-60 (KRAUGH, 1999). Segundo a definição de Kirchhoff, um corpo negro seria um objeto capaz de absorver toda a radiação que incide sobre ele, sem refletir nada (por essa razão ele é negro). Para que esteja em equilíbrio termodinâmico, ele deve também emitir energia nas mesmas taxas. A energia emitida por um corpo negro não depende da sua natureza, mas apenas da sua temperatura. Em outras palavras, um corpo negro é um *absorvedor perfeito*, e ao mesmo tempo um *emissor perfeito*. Corpos negros são entes teóricos, idealizados: eles não existem na Natureza. Porém, o modelo de Planck com base neles se ajusta com excelente aproximação para o caso real das estrelas; por isso, ele será usado nos tópicos a seguir.

Na Figura 6.1 são vistas as curvas teóricas (espectros contínuos) calculadas segundo a lei de Planck para a radiação de três corpos negros a diferentes temperaturas (4000 K, 5000 K e 7000 K) e, para efeito de comparação, o espectro contínuo real do Sol, cuja temperatura fotosférica (ou “superficial”) é 5840 K. Esse tipo de curva às vezes é também chamado de “curva de Planck”. Nas abscissas, está o comprimento de onda em nanômetros; nas ordenadas, a intensidade específica da energia emitida por cada corpo negro. Note que, quanto maior for a temperatura, maior é a energia emitida em todos os comprimentos de onda e menor é o comprimento de onda correspondente ao pico de emissão. Esses dois fatos experimentais também podem ser deduzidos teoricamente a partir das equações de Planck, sendo conhecidos respectivamente como as leis de Stefan-Boltzmann e de Wien (BOHM-VITENSE, 1989).

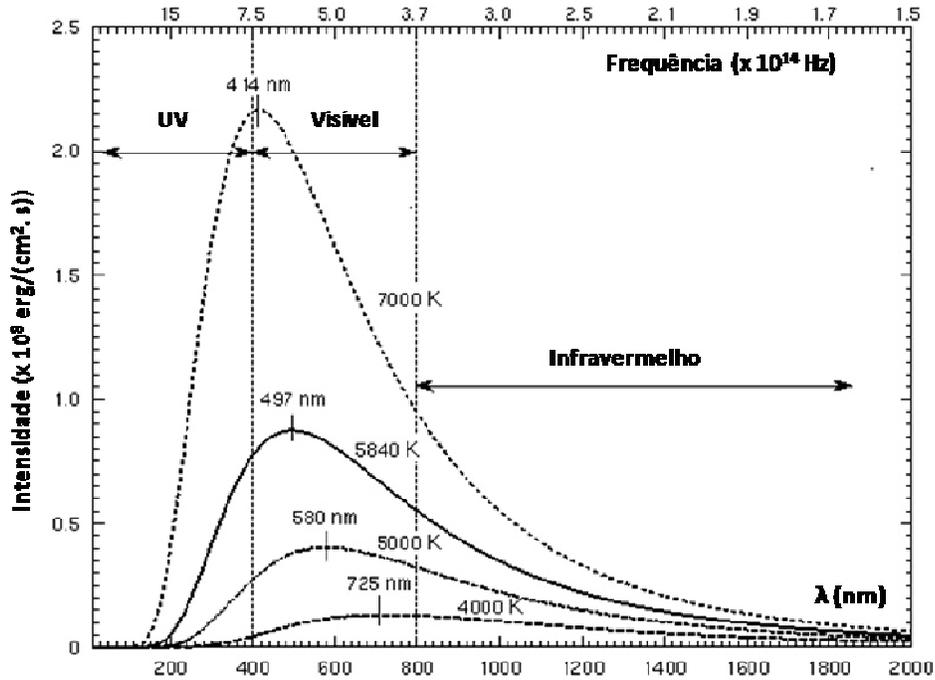


Figura 6.1 – Representação gráfica da lei de Planck. Cada curva indica o **espectro contínuo** (distribuição de energia irradiada de acordo com o comprimento de onda) de um corpo negro a diferentes temperaturas. (Adaptado de STROBEL, 2013.)

6.1.2 Lei de Wien

Também chamada de Lei do Deslocamento de Wien, esta lei da radiação já havia sido descoberta experimentalmente pelo físico alemão Wilhelm Wien (1864-1928), antes mesmo de Planck apresentar sua teoria; posteriormente, verificou-se que ela pode ser deduzida teoricamente a partir da lei de Planck. A lei de Wien nos diz que, quando aumentamos a temperatura de um corpo negro, o máximo de sua emissão se desloca para as regiões de menor comprimento de onda, e vice-versa. Ela pode ser escrita:

$$\lambda_{max} = \frac{2,9 \times 10^7}{T} \quad (6.1)$$

(sendo T dada em kelvin, e λ_{max} dado em angstroms).

Assim, se conseguirmos medir o comprimento de onda no qual a emissão de uma estrela é máxima (λ_{max}), poderemos calcular a sua temperatura efetiva⁵⁸ através da lei de Wien. Por exemplo, a emissão máxima de energia de nosso Sol está em torno de 4970 angstroms. Pela lei de Wien, isso corresponde a uma temperatura efetiva de 5840 K.

⁵⁸ A temperatura efetiva de uma estrela é a temperatura da sua *fotosfera* (ou “superfície”).

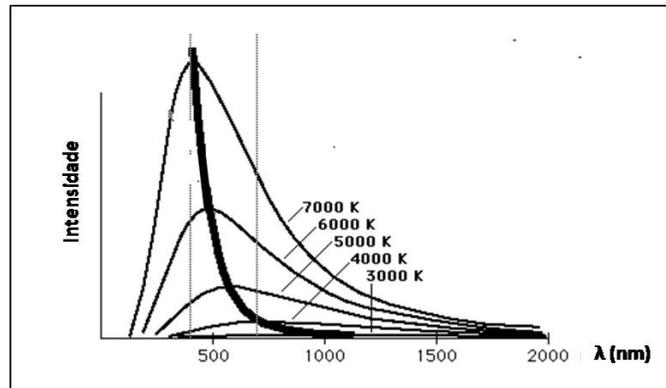


Figura 6.2 – Lei de Wien. À medida que a temperatura do corpo negro aumenta, o máximo da emissão se desloca para as regiões de menor comprimento de onda. A linha sólida indica graficamente a lei de Wien. (Adaptado de NAVE, 2006.)

6.1.3 Lei de Stefan-Boltzmann

Uma segunda lei empírica da radiação térmica foi descoberta em 1884 pelos matemáticos austríacos Josef Stefan (1835-1893) e Ludwig Boltzmann (1844-1906). Também ela pode ser deduzida analiticamente a partir da teoria do corpo negro. Stefan e Boltzmann descobriram que o fluxo de energia F , emitido por um corpo negro de temperatura efetiva T , pode ser calculado por:

$$F = \sigma \cdot T^4 \quad (6.2)$$

Ou seja, a energia emitida por um corpo negro varia de acordo com a quarta potência de sua temperatura. Naturalmente, isso significa que mesmo um aumento modesto de temperatura implica uma grande produção de energia. Na equação (6.2), o termo σ representa uma constante, conhecida como “constante de Stefan-Boltzmann”. Seu valor é $\sigma = 5,67 \times 10^{-5} \text{ erg} \cdot \text{cm}^{-2} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{K}^{-4}$ (ou, em unidades SI, $\sigma = 5,67 \times 10^{-8} \text{ W} \cdot \text{m}^{-2} \cdot \text{K}^{-4}$).

Podemos escrever a lei de Stefan-Boltzmann de uma forma mais conveniente. Como vimos no Capítulo 5 (item 5.3), para o caso de uma estrela esférica de raio R , o fluxo integrado sobre sua superfície é a sua luminosidade L , que é calculada por:

$$L = F \cdot 4\pi R^2$$

Substituindo nessa expressão o valor de F dado pela equação (6.2), temos:

$$L = 4\pi\sigma R^2 T^4 \quad (6.3)$$

Essa segunda forma de exprimir a lei de Stefan-Boltzmann tem a vantagem de relacionar diretamente a luminosidade de uma estrela com seu raio e sua temperatura efetiva. Fica claro por ela que (*uma vez assumido que as estrelas se comportam aproximadamente como corpos negros*), a luminosidade intrínseca de uma estrela só depende de seu raio e de sua temperatura. Note-se ainda que a dependência do raio é forte (está elevado ao quadrado na equação), mas a dependência com a temperatura é

mais forte ainda (quarta potência). Se o Sol, por exemplo, tivesse o dobro de seu raio, emitiria 4 vezes mais energia que hoje; mas se tivesse o dobro da temperatura efetiva, ele emitiria 16 vezes mais energia do que aquela que emite atualmente.

A esse ponto, já podemos imaginar algumas das relações entre cores, temperaturas e luminosidades das estrelas: as estrelas brancas e azuis (que são as mais quentes, pela lei de Wien) devem ser também muito luminosas (considerando a lei de Stefan-Boltzmann). Em um tópico posterior, veremos como essa primeira conclusão se aplica na classificação espectral das estrelas.

6.1.4 Índices de cor

Sabemos agora que as cores das estrelas são um bom indicativo de suas temperaturas. Falta-nos, no entanto, uma forma de quantificar as cores das estrelas: por exemplo, se compararmos duas estrelas azuis, como medir qual delas é “mais azul”?

A técnica mais usada para medirmos fluxos, magnitudes e cores das estrelas é a fotometria, que, como vimos, significa “medida da luz”. Até as décadas de 1970-1980, a fotometria era realizada principalmente com detectores chamados fotômetros fotoelétricos. Nas últimas décadas, a tecnologia digital e a microeletrônica favoreceram o uso de câmeras CCD (*charge coupled device*), cujo princípio de funcionamento não é muito diferente dos chips das câmeras fotográficas digitais modernas.

Seja qual for o instrumental, entretanto, o princípio será o mesmo: passar a luz da estrela por um sistema padronizado de filtros antes que ela chegue ao detector (seja este um fotômetro ou um chip CCD). Cada um desses filtros deixará passar apenas a radiação correspondente a uma determinada faixa de comprimentos de onda. O conjunto deles é chamado *sistema fotométrico*.

Para que as medidas tenham consistência e possam ser comparadas com correção, a padronização do sistema fotométrico empregado deverá ser *universal*. Ou seja: os filtros escolhidos devem ser absolutamente equivalentes, esteja onde estiver o observatório que fará as medições.

O sistema fotométrico mais utilizado é o sistema UBVRI, que é uma evolução do sistema UBV introduzido em 1953 pelos astrônomos norte-americanos Harold Johnson (1921-1980) e William Morgan (1906-1994). Cada filtro é representado pela letra inicial, em inglês, das palavras que identificam suas faixas de comprimento de onda. Os nomes e cores dos filtros UBVRI, com os comprimentos de onda (λ_{\max}) correspondentes à transmissão máxima de cada filtro, são vistos na tabela 6.1, a seguir:

Filtro	Cor	λ_{\max} (Angstroms)
U (Ultraviolet)	Ultravioleta	3600
B (Blue)	Azul	4400
V (Visual)	Visual	5500
R (Red)	Vermelho	7000
I (Infrared)	Infravermelho	8800

Tabela 6.1 – Filtros do sistema fotométrico UBVRI. (Fonte: COX, 1999.)

Uma vez estabelecido o sistema fotométrico, convencionou-se indicar as magnitudes aparentes medidas em cada filtro pela mesma letra (em maiúscula) que indica o filtro:

$$m_U = U$$

$$m_B = B$$

$$m_V = V$$

$$m_R = R$$

$$m_I = I$$

Definem-se então os *índices de cor* como sendo os valores (U-B), (B-V), (V-R) etc., que são obtidos pelas simples diferenças entre as magnitudes obtidas em cada filtro:

$$(U-B) = m_U - m_B$$

$$(B-V) = m_B - m_V$$

$$(V-R) = m_V - m_R$$

Exemplo de uso dos filtros: na Figura 6.3 vemos a curva de Planck de uma estrela *azul e quente* como Rigel (Beta Orionis). Quando a observamos através do filtro B, o fluxo que passa é *maior* que o fluxo que passa através do filtro V (como se pode ver na figura). Ou seja, *a diferença entre esses fluxos é positiva*. Lembrando que a escala de magnitudes é inversa à dos fluxos, concluímos que a diferença entre as magnitudes B e V – que pela definição é o próprio índice de cor (B-V) – deverá ser *negativa*.

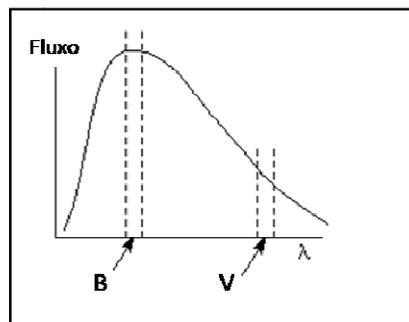


Figura 6.3 – Curva de Planck para uma estrela azul, como Rigel. (Crédito: STROBEL, 2013.)

De fato, basta uma rápida consulta ao *SIMBAD Astronomical Database*⁵⁹ para verificar as magnitudes de Rigel no sistema UBVRI (dados de DUCATI, 2002):

$$U = -0,56 \quad B = 0,10 \quad V = 0,13 \quad R = 0,13 \quad I = 0,15$$

O índice de cor de Rigel é então: $(B-V) = 0,10 - 0,13 = -0,03$ (negativo como esperado). De forma geral, as estrelas azuis tendem a possuir um índice de cor $(B-V)$ negativo: *quanto mais azuis e quanto mais alta a temperatura efetiva, mais negativo ele será.*

Num segundo exemplo, consideremos uma estrela vermelha e fria como Antares (Alfa Scorpii). Quando a observamos através do filtro B, o fluxo que passa é *menor* que o fluxo que passa através do filtro V (como se pode ver na Figura 6.4). Ou seja, *a diferença entre esses fluxos é negativa*. Como a escala de magnitudes é inversa à dos fluxos, concluímos que a diferença entre as magnitudes B e V – *que pela definição é o próprio índice de cor $(B-V)$* – deverá neste caso ser *positiva*.

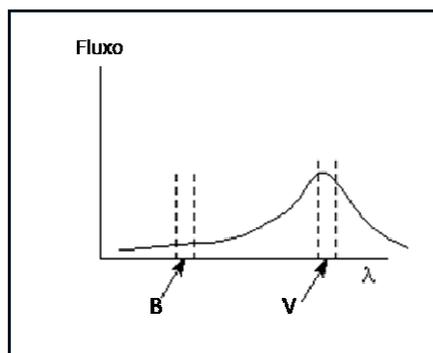


Figura 6.4 – Curva de Planck para uma estrela vermelha, como Antares. (Crédito: STROBEL, 2013.)

Usando a mesma fonte que utilizamos para Rigel, consultemos as magnitudes de Antares no sistema UBVRI (dados de DUCATI, 2002):

$$U = 4,08 \quad B = 2,75 \quad V = 0,91 \quad R = -0,64 \quad I = -1,87$$

O índice de cor de Antares será: $(B-V) = 2,75 - 0,91 = 1,84$ (positivo como esperado). De forma geral, as estrelas vermelhas possuem um índice de cor $(B-V)$ positivo: *quanto mais vermelhas e quanto mais baixa a temperatura efetiva, mais positivo ele será.*

6.2 Espectros discretos: linhas de absorção e emissão

Até este ponto, estudamos o *espectro contínuo*, que é bem representado pelo modelo do corpo negro. Espectros contínuos são produzidos por sólidos e por *gases quentes, densos e opacos*. Certamente que as estrelas possuem, nas suas estruturas, gases densos a alta temperatura: é isso o que explica a faixa colorida que Newton observou

⁵⁹ O *SIMBAD Astronomical Database* pode ser acessado em <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/> ou, alternativamente, no portal do CDS (Centre de Données de Strasbourg): <http://cdsportal.u-strasbg.fr/>.

pela primeira vez quando decompôs a luz solar. *Mas o espectro das estrelas não é só isso.* Como vimos no Capítulo 1, Fraunhofer descobriu que, sobrepostas ao espectro contínuo do Sol, existiam linhas escuras e finas em grande quantidade. O mesmo se observa na maioria das estrelas. Em outras, aparecem também linhas finas sobre o contínuo, porém elas são brilhantes, em vez de escuras. Esses conjuntos de linhas escuras ou brilhantes receberam o nome geral de *espectro discreto*. As linhas foram classificadas segundo o seu aspecto: as escuras foram interpretadas como se algo estivesse *absorvendo a energia* do contínuo em determinados comprimentos de onda; por isso foram chamadas de *linhas de absorção*. As brilhantes, por analogia, foram denominadas *linhas de emissão*. Por extensão, muitas vezes nos referimos aos próprios espectros como espectros de absorção ou de emissão.

Consideremos o exemplo da Figura 6.5. Na parte superior, vemos um espectro de linhas de absorção do hidrogênio (o elemento químico mais abundante no Universo), sobreposto ao espectro contínuo correspondente da estrela. Na parte inferior, está o espectro de emissão do mesmo hidrogênio. Nota-se que *os comprimentos de onda de cada linha são precisamente os mesmos*. Esse conjunto de linhas forma um padrão característico, que funciona como uma verdadeira “impressão digital” do elemento químico hidrogênio, onde quer que ele se encontre: no laboratório ou nas estrelas. Como visto no Capítulo 1, foi esse fato que permitiu aos astrônomos, desde o século XIX, decifrar a composição química das estrelas: identificava-se em laboratório o padrão de linhas características de cada elemento químico, e a seguir procurava-se esse mesmo padrão (a “impressão digital”) nos espectros das estrelas.

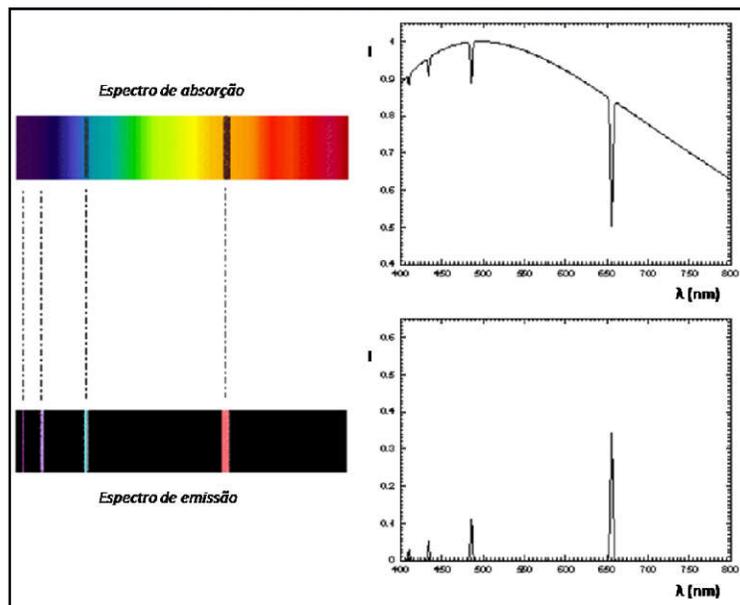


Figura 6.5 – Linhas espectrais do hidrogênio: em absorção (em cima) e em emissão (embaixo). Na esquerda, vemos a fotografia da luz dispersa no espectroscópio; na direita, o gráfico de intensidade versus comprimento de onda (perfil espectral). (Adaptado de STROBEL, 2013.)

Dito dessa forma, o processo parece ser simples. Na prática, porém, existem muitos complicadores. O primeiro é que nenhum elemento apresenta *uma linha* apenas, mas sim um *conjunto* de linhas que seguem sempre o mesmo padrão; porém, algumas das linhas de alguns elementos podem estar muito próximas de algumas linhas de outros elementos, dificultando a identificação. Além disso, as estrelas não são formadas por apenas *um ou dois* elementos químicos, mas, tipicamente, por dezenas deles, com abundâncias diversas e em temperaturas distintas. Existem noventa e dois elementos químicos na Natureza (sem falar dos vinte e seis produzidos artificialmente). Muitos deles podem estar presentes no espectro de uma estrela. E, em alguns casos, há também moléculas (grupos de átomos, cada qual também com seu próprio padrão espectral). E há ainda íons (átomos que perderam ou ganharam um ou mais elétrons). Pode-se imaginar assim a complexidade e o emaranhado das linhas presentes no espectro de qualquer estrela. Geralmente, centenas ou milhares delas. Decodificar os espectros estelares em detalhes, por tudo isso, está longe de ser uma tarefa fácil.

A título de curiosidade, a Tabela 6.2 relaciona algumas das linhas de vários elementos químicos presentes no Sol. A nomenclatura é a original de Fraunhofer, que indicou essas linhas como A, B, C etc., a partir do lado vermelho do espectro solar.

Linha	λ (Å)	Elemento químico	Cor
A	7594	Oxigênio	Vermelho
B	6867	Oxigênio	Amarelo
C	6563	Hidrogênio-alfa	Amarelo
D1	5896	Sódio	Amarelo
D2	5890	Sódio	Amarelo
D3	5876	Hélio	Amarelo
E	5270	Ferro e cálcio	Amarelo
F	4861	Hidrogênio-beta	Azul
G	4308	Ferro e cálcio	Azul
H	3968	Cálcio	Violeta
K	3934	Cálcio	Violeta

Tabela 6.2 – Comprimentos de ondas de diversas linhas do espectro solar identificadas originalmente por Fraunhofer e seus correspondentes elementos químicos. (Crédito: KEPLER; SARAIVA, 2000.)

6.3 Leis de Kirchhoff

A questão que se punha a seguir era: por que existiam linhas espectrais escuras e outras brilhantes? Qual a diferença nas condições físicas que geravam os espectros de emissão e de absorção? Foi Gustav Kirchhoff o primeiro a esclarecer essas questões, enunciando três leis empíricas que são fundamentais para a espectroscopia (as três Leis de Kirchhoff). Cada uma delas explica um dos tipos de espectro:

Espectros contínuos: São produzidos por corpos densos e opacos quentes (sólidos, líquidos ou gasosos a alta pressão). O espectro contínuo ou térmico não apresenta linhas e pode ser representado pela teoria do corpo negro. O filamento de uma lâmpada de tungstênio, uma corrente de lava fundida ou as fotosferas (“superfícies”) das estrelas apresentam espectros contínuos.

Espectros de absorção: Ocorrem quando um espectro contínuo, produzido por uma fonte a alta temperatura, atravessa um gás a baixa pressão, *a temperatura mais baixa do que aquela da fonte*. Formam-se então linhas de absorção correspondentes aos elementos químicos que estiverem presentes no gás frio. As atmosferas das estrelas são o exemplo mais típico.

Espectros de emissão: São produzidos por gases pouco densos (transparentes), a altas temperaturas e baixas pressões. Aparecem então linhas de emissão correspondentes aos elementos químicos de que o gás é constituído. Ao contrário da absorção, o espectro de emissão não requer necessariamente que haja uma fonte contínua atrás do gás⁶⁰. Há casos, entretanto, em que o gás quente envolve uma fonte contínua (por exemplo, a fotosfera de uma estrela), cuja temperatura é mais baixa que a do gás. Nessa situação, formam-se linhas de emissão brilhantes sobrepostas ao contínuo da fotosfera.

Em algumas estrelas, podemos observar até mesmo os três tipos de espectros combinados. Isso é um indicativo da existência de processos físicos distintos entre si, ocorrendo geralmente a temperaturas diferentes. Mesmo nesses casos, entretanto, as Leis de Kirchhoff se aplicam perfeitamente para o estudo desses processos.

6.4 Formação das linhas espectrais

6.4.1 O átomo de Rutherford

Pelo final do século XIX, mesmo já conhecendo bem os efeitos desses fenômenos relativos à luz – os espectros de emissão ou absorção –, os cientistas ainda não entendiam as reais causas desses fenômenos: nem os mecanismos através dos quais a luz era produzida no nível atômico, muito menos a relação entre os átomos e os espectros (em última análise, entre a matéria e a energia).

Já se sabia, evidentemente, sobre a existência dos átomos – que por sinal já havia sido prevista há milênios pelos gregos antigos (a palavra “átomo”, em grego, significa *indivisível*). Mas quase nada se sabia sobre sua estrutura. As primeiras tentativas para investigá-la, levadas a cabo entre 1909 e 1911 pelo físico britânico Ernest Rutherford (1871-1937), demonstraram que os átomos eram formados por um pequeno núcleo de

⁶⁰ Um exemplo característico dessa situação são as nebulosas existentes no meio interestelar, que são constituídas por gás e poeira e tipicamente apresentam linhas de emissão bem definidas.

carga elétrica positiva⁶¹, que continha quase toda a sua massa e que era circundado por uma nuvem de elétrons de carga elétrica negativa. Era evidente que esses elétrons não poderiam estar parados, pois se isso ocorresse a atração das cargas elétricas opostas faria com que eles se precipitassem no núcleo. Rutherford então sugeriu que eles giravam em torno do núcleo com órbitas circulares, segundo a mecânica clássica newtoniana. Mas mesmo isso não resolvia o problema: como as cargas elétricas aceleradas emitem energia, os elétrons iriam gradualmente perder sua energia cinética e espiralar na direção do núcleo (KEPLER; SARAIVA, 2000). Todos os átomos se tornariam assim instáveis – o que obviamente não ocorre na Natureza.

A razão dessas incongruências seria logo descoberta, e não era decorrente de nenhum erro de cálculo de Rutherford: a mecânica clássica newtoniana simplesmente não era válida em fenômenos de escala submicroscópica como a estrutura atômica. Ela seria substituída pela mecânica quântica, cujas bases haviam sido lançadas poucos anos antes por Planck e Einstein. O responsável pela aplicação dos princípios da teoria quântica à estrutura do átomo foi o físico dinamarquês Niels Henrik Bohr (1885-1962).

6.4.2 O modelo de Bohr para o átomo de hidrogênio

Já em sua tese de doutorado, em 1911, o jovem Bohr intuía que *“A causa do insucesso é muito provavelmente que a teoria eletromagnética não corresponde às condições reais da matéria”*, e sugeria que *“forças da natureza de um tipo completamente diferente daquelas da mecânica usual têm de ser introduzidas para fazer a teoria dos elétrons entrar em concordância com a estrutura interna dos átomos”* (KRAGH, 1999). Apenas dois anos depois, em um artigo seminal dividido em três partes (BOHR, 1913), ele modificaria a teoria de Rutherford, aplicando o conceito de quantização à estrutura atômica. Nos parágrafos seguintes, tentaremos interpretar em termos simples o artigo de Bohr.

No modelo de Rutherford, os elétrons podiam orbitar o núcleo a quaisquer distâncias dele. Bohr, ao contrário, propôs que os elétrons só poderiam existir em determinados *“tamanhos de órbita”*, correspondentes a níveis de energia bem definidos. Enquanto um elétron permanecesse em um desses níveis de energia (também chamados de níveis quânticos), ele não irradiaria nem absorveria energia. *Apenas quando o elétron mudasse de órbita (de nível quântico), é que a energia seria absorvida ou irradiada, sob a forma de fótons.*

⁶¹ Anos mais tarde (1920), Rutherford anunciaria que todos os núcleos atômicos contêm partículas elementares com carga positiva, às quais ele denominou *prótons*. É o número de prótons existentes no núcleo (ou *número atômico*) quem define e caracteriza cada um dos elementos químicos existentes. Assim, por exemplo, o hidrogênio possui um próton no núcleo, o hélio, dois; o lítio, três; o berílio, quatro; o boro, cinco; o carbono, seis; o nitrogênio, sete; o oxigênio, oito, e assim por diante, até completar a famosa Tabela Periódica de Mendeleev.

Consideremos o caso do átomo de hidrogênio. Esse átomo é o mais simples de todos: possui apenas um próton no núcleo e um elétron girando em torno dele. Esse elétron poderá estar posicionado em qualquer um dos níveis de energia da eletrosfera. A energia de cada nível orbital pode ser calculada pela equação:

$$E_n = -hcR/n^2 \quad (6.4)$$

Nela, o termo h representa a constante de Planck, c é a velocidade da luz e R é outra constante, chamada “constante de Rydberg”, cujo valor havia sido determinado empiricamente em 1888 pelo físico sueco Janne Rydberg (1854-1919)⁶². O número n , por outro lado, é um número inteiro chamado *número quântico principal*, que indica a ordem dos níveis quânticos, valendo 1, 2, 3... de acordo com cada nível orbital.

Alternativamente, em Física Atômica a constante de Rydberg é também usada sob a forma de unidade de energia (Ry), definida como $Ry = hcR$. Nesse caso, o valor da unidade Rydberg de energia é $Ry = 2,18 \times 10^{-18}$ J, ou ainda $Ry = 13,60$ elétrons-volt⁶³. Vamos usar essa notação por simplicidade. Podemos assim escrever a equação (6.4) de uma forma equivalente:

$$E_n = -Ry/n^2$$

Como é mais frequente o uso do elétron-volt para unidade de medida de quantidades de energia muito pequenas, se o adotarmos aqui poderemos escrever a mesma equação sob uma forma ainda mais prática:

$$E_n = -13,60 \text{ eV}/n^2 \quad (6.5)$$

O número $n=1$ corresponde ao nível mais baixo de energia, que é o mais próximo do núcleo. Esse nível (E_1) é também chamado de *nível fundamental*. Pela equação (6.5), sua energia será de $-13,60$ eV. O nível 2 terá o patamar de energia (E_2) imediatamente acima do nível 1, e é calculado por $(-13,60/2^2)$, ou seja, $-3,4$ eV. O nível 3 terá uma energia (E_3) maior que o nível 2, calculada por $(-13,60/3^2)$; e assim por diante, até chegarmos ao caso em que o elétron se separa do átomo, que é ionizado. Nesse caso, n tende a infinito, e a energia necessária para ionizar o átomo é de $13,6$ eV. Dessa forma, cada um dos níveis quânticos do átomo de hidrogênio terá uma energia intermediária entre $-13,6$ eV e zero. Dizemos que todos os estados entre o nível fundamental e a energia de ionização são *estados de excitação*. Na Figura 6.6 estão indicadas as energias de alguns desses níveis para o átomo de hidrogênio:

⁶² O valor aproximado da constante de Rydberg é de $R = 1,097 \times 10^7 \text{ m}^{-1}$.

⁶³ Um elétron-volt (eV) é a energia adquirida por um elétron ao ser acelerado através de uma diferença de potencial de 1 Volt. Seu valor equivale a $1,602 \times 10^{-19}$ joule, ou a $1,602 \times 10^{-12}$ erg.

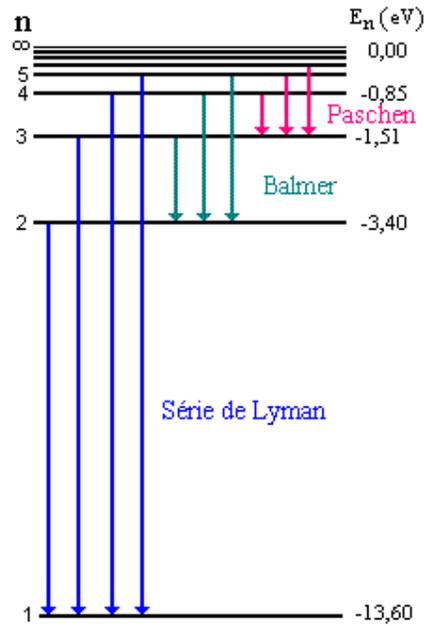


Figura 6.6 – Diagrama de níveis de energia para o átomo de hidrogênio. Os valores da energia de cada nível estão indicados em elétrons-volt (Crédito: Wikicommons)

Pelo modelo de Bohr para o átomo de hidrogênio, quando o elétron passa de um nível de energia maior (n_2) para outro de energia menor (n_1), há emissão de um fóton com energia:

$$E_{\text{fóton}} = E_{n_2} - E_{n_1}$$

Ou, considerando a equação (6.5) aplicada aos níveis n_2 e n_1 :

$$E_{\text{fóton}} = E_{n_2} - E_{n_1} = -13,60 \left[\frac{1}{n_2^2} - \frac{1}{n_1^2} \right] \quad (6.6)$$

Mas do Capítulo 2 já sabemos a energia de um fóton é dada também pela equação:

$$E_{\text{fóton}} = hf = \frac{hc}{\lambda}$$

Dessa forma, podemos também escrever a equação (6.6) em função do comprimento de onda λ do fóton emitido:

$$\frac{1}{\lambda} = - \frac{13,60}{hc} \left[\frac{1}{n_2^2} - \frac{1}{n_1^2} \right] \quad (6.7)$$

Tendo em mente as equações (6.6) e (6.7), vejamos agora o que acontece quando o elétron troca de nível (ou, para usar a expressão mais corrente, *realiza uma transição*).

De acordo com a teoria de Bohr, enquanto o elétron permanecer no mesmo nível, ele não receberá nem emitirá energia. Porém, quando fizer a transição entre um nível e outro, ele estará em um dos dois casos seguintes:

Emissão:

Se o elétron passar de um nível mais energético para outro menos energético, ele perde uma energia que, pela equação (6.6), equivale à diferença das energias dos dois níveis. Essa energia é emitida sob a forma de um fóton, e no espectro aparecerá uma linha de emissão. O comprimento de onda dessa linha de emissão pode ser calculado pela equação (6.7).

Consideremos um exemplo: se um elétron passar do nível 3 para o nível 2, a diferença de energias, pela equação (6.6), será de 1,89 elétron-volt. Pela equação (6.7) (lembrando os valores das constantes h e c e não esquecendo de converter as unidades)⁶⁴, o comprimento de onda λ da radiação correspondente é de 6563 angstroms. No espectro aparece uma linha brilhante de emissão precisamente neste λ (linha esta que por sinal é conhecida como hidrogênio-alfa, ou $H\alpha$).

Absorção:

Consideremos agora a situação oposta, em que o elétron passa de um nível mais baixo (menos energético) para um mais alto (mais energético). Nesse caso, ele precisará receber energia (sob a forma de um fóton) para poder realizar essa transição. Porém, *não é qualquer fóton que servirá para isso: apenas aquele que possuir, pela equação (6.6), uma energia exatamente equivalente à diferença de energias entre aqueles dois níveis*. Todos os demais fótons passarão diretamente pelo átomo, atravessando-o sem qualquer interação.

Mas, lembrando o item 6.3, já sabemos que todos os fótons que atingiram o átomo vieram de um espectro contínuo; *apenas um deles foi absorvido pelo elétron para mudar de nível*. Nesse caso o espectro mostrará uma linha de absorção no comprimento de onda λ correspondente, calculado pela equação (6.7). Todos os demais fótons atravessaram o átomo como se ele não existisse, formando o espectro contínuo nos demais comprimentos de onda.

O cálculo do comprimento de onda no caso da absorção é feito exatamente da mesma forma que demonstrado acima para o caso da emissão.

6.5 Os espectros das estrelas

Estamos agora em condições de entender a formação dos espectros estelares à luz do modelo de Bohr. Naturalmente, nenhum gás é constituído por um só átomo. Numa

⁶⁴ O valor de h (constante de Planck) é $4,136 \times 10^{-15}$ eV·s. O valor aproximado de c (velocidade da luz) é de 3×10^{10} cm/s, ou ainda de 3×10^{18} angstrom/s.

situação real (*por exemplo, na atmosfera de uma estrela*), um número imenso de átomos de um gás, geralmente mais frio e menos denso que a fotosfera, são atravessados a cada segundo pela radiação térmica (espectro contínuo) que vem da própria fotosfera. Nem todos irão, por exemplo, do nível 2 para o nível 3. Muitos o farão – mas muitos outros irão do nível 2 diretamente para o nível 4, ou para o nível 5, e assim por diante. Outros ainda sairão do nível 3 e irão para o nível 4, outros para os níveis 5, 6, e assim por diante. É exatamente por isso que não vemos só uma linha no espectro de cada elemento químico, mas sim um *padrão de linhas*, cada uma delas correspondendo a um tipo de transição. Podemos entender agora por que esse padrão é sempre o mesmo para cada elemento químico. Ele corresponde precisamente às diferenças de energia dos níveis quânticos desse elemento, e também aos comprimentos de onda característicos de cada transição.

Para o caso do hidrogênio, podemos reconhecer um padrão espectral que consiste em várias séries de linhas. Aquelas que correspondem a transições a partir do (ou chegando ao) nível fundamental, ou nível 1, fazem parte da chamada *série de Lyman*, cujas linhas se encontram na região do ultravioleta; por isso mesmo, boa parte delas tem comprimentos de onda curtos demais para passar por nossa atmosfera. Podemos detectá-las, no entanto, de satélites ou telescópios espaciais. As linhas dessa série costumam ser indicadas como Lyman-alfa ou $\text{Ly } \alpha$ (em 1216 Å), Lyman-beta ou $\text{Ly } \beta$ (em 1026 Å), Lyman-gama ou $\text{Ly } \gamma$ (em 973 Å) etc.

Já as transições a partir do (ou chegando ao) nível 2 caem na faixa da luz visível; podemos observá-las facilmente, e são talvez as linhas mais conhecidas entre todas e as mais usadas em espectroscopia. Elas constituem a série de Balmer, que inclui as linhas denominadas hidrogênio-alfa ou $\text{H}\alpha$ (6563 Å), hidrogênio-beta ou $\text{H}\beta$ (4861 Å), hidrogênio-gama ou $\text{H}\gamma$ (4340 Å), hidrogênio-delta ou $\text{H}\delta$ (4100 Å).

As transições do nível 3 caem no infravermelho e fazem parte da série de Paschen. As dos níveis 4 e 5 constituem as séries de Brackett e Pfund, também no infravermelho. As séries subsequentes caem em comprimentos de onda cada vez maiores, e não possuem nomes especiais. A Figura 6.7 demonstra as séries principais do átomo de hidrogênio.

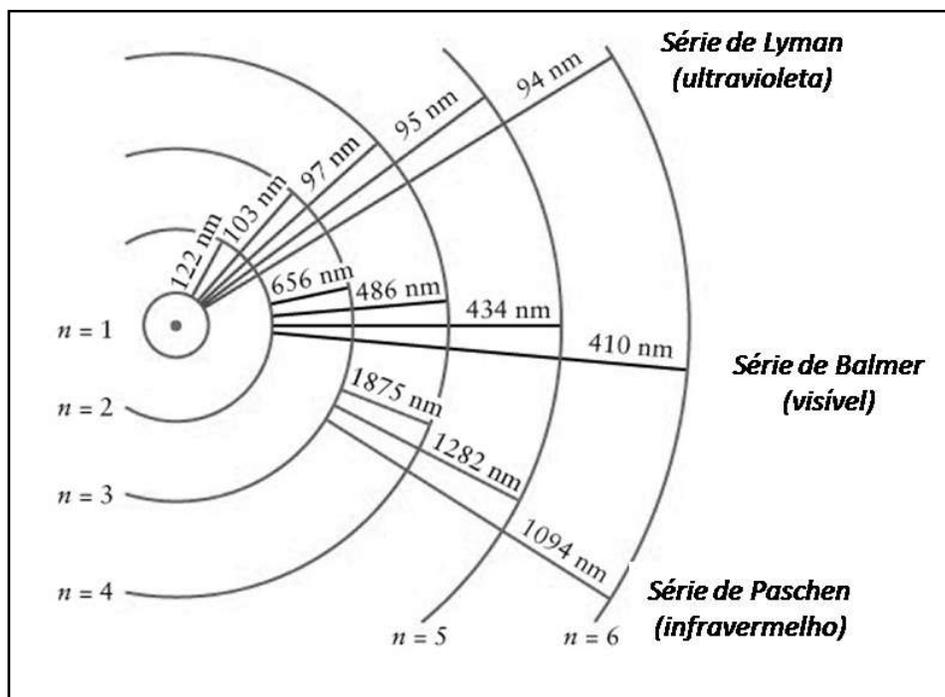


Figura 6.7 – Transições eletrônicas principais para o átomo de hidrogênio e seus correspondentes comprimentos de onda (nesta figura indicados em nanômetros). A figura não está em escala. (Crédito: Wikicommons.)

O modelo de transições eletrônicas desenvolvido por Bohr foi espetacularmente bem-sucedido ao explicar fenômenos que já haviam sido observados experimentalmente à época da publicação de seu famoso artigo já citado aqui (BOHR, 1913), porém dos quais se tinha apenas dados empíricos, carecendo-se de qualquer fundamento teórico ou relação com a estrutura atômica. Entre estes estavam as linhas espectrais do hidrogênio que haviam sido observadas em 1848 por Johann Balmer (1825-1898) na região do visível, bem como as linhas espectrais observadas em 1908 por Friedrich Paschen (1865-1947) na região do infravermelho. Os processos físicos responsáveis pelas três leis empíricas de Kirchhoff foram finalmente entendidos. A constante empírica de Rydberg pôde ser expressa em termos de constantes físicas fundamentais da natureza, como a carga e a massa do elétron e a constante de Planck. Bohr previu também a existência de outras linhas espectrais ainda não observadas, como aquelas transições que se dão a partir do nível quântico fundamental ($n=1$) e de outras correspondentes às transições acima de $n=4$, “...séries respectivamente no ultravioleta extremo e no infravermelho extremo, que ainda não foram observadas, mas cuja existência é esperada...”. A previsão de Bohr se confirmaria em 1914, quando Theodore Lyman (1874-1954) reportou a observação das linhas da série que hoje leva o seu nome no ultravioleta; e nos anos de 1922 e 1924, em que Frederick Brackett e Hermann Pfund descobririam as séries correspondentes aos números quânticos 4 e 5. Finalmente, Bohr tentou, na segunda e terceira partes de seu artigo, estender sua teoria para átomos de maior número atômico que o hidrogênio (tais como o hélio, o

lítio e o berílio), e até para algumas moléculas simples. Essa parte do trabalho de Bohr, no entanto, não seria tão bem-sucedida como o modelo do hidrogênio (KRAGH, 1999), e as razões para isso são perfeitamente compreensíveis: afinal, o modelo de Bohr antecedeu por algumas décadas certos postulados da Física Quântica moderna que só seriam descobertos bem mais tarde, tais como a dualidade onda-partícula de De Broglie (1924), a equação de onda de Schroedinger (1926) ou o princípio da incerteza de Heisenberg (1927). Sabe-se hoje, por exemplo, que as órbitas dos elétrons não são circulares – aliás, nem mesmo são órbitas, no sentido clássico de que um elétron possa ser encontrado em uma posição precisa, com uma velocidade determinada. Mas nada disso era conhecido quando Bohr formulou seu intuitivo e genial modelo. Apesar de leves correções que gradualmente seriam introduzidas pelas novas revelações da Física Quântica, a teoria de Bohr tornou-se o paradigma para a interpretação correta dos espectros e, ainda hoje, é ela que a maioria dos astrônomos tem em mente quando procuram visualizar os processos atômicos nas estrelas (OSTLIE; CARROLL, 1996).

6.6 O efeito Doppler

Uma aplicação importantíssima da espectroscopia é a possibilidade do cálculo da velocidade radial (velocidade de aproximação ou de afastamento em relação à Terra) de um corpo celeste. Isso pode ser feito através do desvio de suas linhas espectrais em relação aos padrões de comprimento de onda das mesmas linhas em repouso, medidas em laboratório.

O processo é baseado no fenômeno conhecido como “efeito Doppler”, descoberto em 1842 por Christian Doppler (1803-1853). Esse fenômeno é bastante familiar no dia a dia, quando aplicado a ondas sonoras: por exemplo, o som de um automóvel a alta velocidade nos parece mais agudo quando ele se move na nossa direção e mais grave quando ele se afasta de nós. Situação semelhante ocorre com as ondas luminosas: Doppler deduziu que, quando uma fonte luminosa *se aproxima de nós*, o comprimento de onda de sua luz nos parece *menor*, em relação ao que a radiação teria se a fonte estivesse em repouso. E, vice-versa, se a fonte *se afasta de nós*, o comprimento de onda de sua radiação nos parece *maior* que aquele de uma fonte em repouso.

Se imaginarmos o espectro dessa mesma fonte, poderemos perceber que:

- Se a fonte *se aproxima* de nós, suas linhas espectrais se deslocarão para o lado de *comprimentos de onda menores* – ou seja, o lado da cor azul. Dizemos que a fonte sofre um desvio para o azul (em inglês, *blueshift*).
- Se a fonte *se afasta* de nós, suas linhas espectrais se deslocarão para o lado de *comprimentos de onda maiores* – ou seja, o lado da cor vermelha. Dizemos que a fonte sofre um desvio para o vermelho (em inglês, *redshift*).

A Figura 6.8 exemplifica essas situações.



Figura 6.8 – Efeito Doppler aplicado às linhas de absorção em um espectro. Na imagem central, a fonte está estática em relação ao observador e as linhas correspondem aos comprimentos de onda medidos em laboratório. Na superior, a fonte se aproxima do observador e as linhas se deslocam para o azul. Na inferior, a fonte se afasta e as linhas se deslocam para o vermelho.

(Crédito: STROBEL, 2013.)

Dessa forma, para medir a velocidade radial com que qualquer corpo celeste se move no céu (afastando-se ou aproximando-se de nós), basta tomar o seu espectro; a seguir, medimos sobre ele a posição de algumas linhas bem definidas de qualquer dos elementos químicos presentes no astro e as comparamos com os padrões de laboratório tabelados para os mesmos elementos.

Se chamarmos o comprimento de onda medido no espectro de λ ; o comprimento de onda em repouso (medido em laboratório) de λ_0 ; a velocidade da fonte luminosa de v ; e a velocidade da luz de c , então o efeito Doppler pode ser expresso pela equação:

$$\frac{v}{c} = \frac{(\lambda - \lambda_0)}{\lambda_0} \quad (6.8)$$

Notar que, pela convenção usada, se o corpo se aproxima de nós (*blueshift*), sua velocidade terá sinal negativo; se ele se afasta de nós (*redshift*), sua velocidade será positiva. A equação acima *não* é válida para corpos que estejam a velocidades muito próximas da velocidade da luz (*velocidades relativísticas*).

6.7 Dependência das linhas com a temperatura. Excitação e ionização

Já vimos que as linhas espectrais nos permitem determinar os elementos químicos presentes em uma estrela. Mas será que basta que duas estrelas tenham a mesma composição química para que os seus espectros sejam iguais? A resposta, que à primeira vista poderia parecer paradoxal, é *não*. Consideremos, por exemplo, um grupo de estrelas que tenham nascido da mesma nuvem primordial e na mesma região do espaço. Suas composições químicas, certamente, são semelhantes. Mas quando observamos os seus espectros, padrões diferentes aparecem. Isso ocorre porque *nem todas essas estrelas possuem a mesma temperatura efetiva*; e é exatamente essa temperatura o fator principal para determinar quais são os níveis de energia nos quais a maioria dos elétrons das atmosferas das estrelas se encontra (e, em consequência, qual será o padrão de linhas que podemos observar).

Procuremos entender melhor essa aparente contradição pensando à luz do modelo da estrutura do átomo de hidrogênio proposto por Bohr. Os átomos que formam a atmosfera da estrela possuem elétrons em vários níveis de excitação. Porém, em temperaturas mais baixas, a maior parte desses elétrons tende a permanecer no nível fundamental (o de mais baixa energia). À medida que a temperatura aumenta, no entanto, mais elétrons passarão ao segundo nível quântico, ficando assim disponíveis para as transições a partir dele (aquelas que formam as linhas de Balmer para o hidrogênio). À medida que esse processo ocorre, portanto, a série de Balmer irá se tornando cada vez mais forte no espectro da estrela.

Se continuarmos a aumentar a temperatura, mais elétrons passarão aos estados de excitação seguintes, e daí para os níveis superiores; haverá assim menos elétrons disponíveis para as transições a partir do segundo nível, *enfraquecendo assim as linhas de Balmer*. Em contrapartida, as linhas de outros elementos químicos (como, por exemplo, o hélio) poderão começar a se intensificar. O padrão geral do espectro, naturalmente, mudará sensivelmente com essas alterações.

Se a temperatura for alta o suficiente, uma parte significativa dos átomos poderá perder seus elétrons, transformando-se em íons (que possuem um padrão espectral inteiramente diferente do átomo no estado neutro). Esse processo chama-se ionização. Note-se que, em Astrofísica, usa-se para os íons uma terminologia muito diferente daquela que utilizamos na Química. O hidrogênio neutro, por exemplo, é representado por HI. Ao perder seu elétron, ele se transforma em hidrogênio ionizado, que se representa por HII. O mesmo ocorre com os outros elementos: por exemplo, OI é o oxigênio neutro, OII é o oxigênio ionizado (que perdeu um elétron), OIII é o oxigênio bi-ionizado (que perdeu dois elétrons), e assim por diante.

Esse mesmo processo de dependência das linhas espectrais com a temperatura que exemplificamos para o hidrogênio se aplica a *qualquer outro elemento químico que*

constitua a atmosfera de uma estrela. Em Astrofísica, quantifica-se os fenômenos de excitação e ionização (bem como suas relações com a temperatura para cada elemento químico) através de duas equações famosas, conhecidas respectivamente como equação de Boltzmann e equação de Saha (OSTLIE; CARROLL, 1996). Ambas são deduzidas a partir dos conceitos da Física Estatística e da Mecânica Quântica, e, por sua complexidade matemática, fogem ao escopo deste trabalho. Podemos, no entanto, avaliar qualitativamente alguns de seus efeitos.

Para isso, consideremos três elementos químicos bastante comuns nas atmosferas das estrelas: o hidrogênio, o hélio e o cálcio, e vamos compará-los em diferentes situações de temperatura. Como já vimos, as linhas de absorção do hidrogênio no espectro visível (a série de Balmer) são mais fortes (escuras e largas) quando o maior número de transições é feito a partir do segundo nível quântico. Isso começa a ocorrer (e as linhas de Balmer começam a ser perceptíveis) em torno de 4.000 K; a partir daí, elas se tornam cada vez mais fortes à medida que a temperatura aumenta, atingindo o máximo de intensidade quando a temperatura é de cerca de 10.000 K (LEBLANC, 2010). A partir desse ponto, elas começam progressivamente a enfraquecer; embora não desapareçam, elas perdem a posição predominante que possuíam no espectro.

Já o hélio possui a propriedade de reter os seus elétrons muito mais fortemente do que o hidrogênio; por isso, seus átomos necessitam de mais energia para a excitação de seus elétrons, e temperaturas muito maiores para produzirem linhas de absorção fortes. Isso ocorre acima de 15.000 K, chegando ao máximo a temperaturas acima de 25.000 K. Por outro lado, o cálcio retém elétrons muito mais fracamente que o hidrogênio; por essa razão, as suas linhas espectrais só são fortes em temperaturas bem mais baixas (entre 3.000 K e 6.000 K, com máximo em torno de 4.500 K).

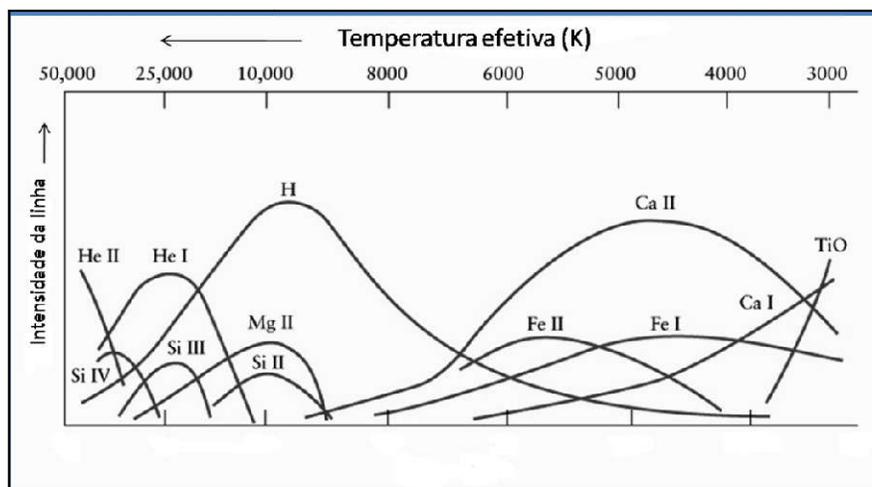


Figura 6.9 – Dependência das linhas espectrais de vários elementos químicos (H, He I, Fe I, Ca I), íons (He II, Si II, Si III, Si IV, Mg II, Fe II, Ca II) e molécula (TiO) com a temperatura efetiva das estrelas. (Crédito: OSTLIE; CARROLL, 1996.)

A medida da intensidade relativa das linhas espectrais de uma estrela permite assim deduzir a sua temperatura efetiva (ou seja, da sua fotosfera, ou “superfície”). Essa é uma segunda forma de medir as temperaturas das estrelas (além da lei de Wien). E, como vimos, a temperatura é um parâmetro físico extremamente importante, pois através dela podemos estimar, por exemplo, a luminosidade. Talvez mais importante ainda, foi a análise dessas características que possibilitou a classificação das estrelas nos seus diversos *tipos espectrais*, abrindo um novo caminho para o entendimento da estrutura das estrelas e de como elas evoluem. Esses, no entanto, serão assuntos que veremos nos capítulos a seguir.

6.8 Atividades sugeridas (para professores)

De início, sugerimos propor aos alunos a resolução de ao menos parte dos exercícios de fixação abaixo. Se houver tempo, resolver alguns deles em sala para eliminar eventuais dúvidas. Os dados e valores mencionados nas questões são reais.

- Uma estrela A parece ser mais brilhante no filtro azul B que no vermelho R. Uma outra estrela B é mais brilhante em R do que em B, e uma terceira estrela C possui brilho igual nos dois filtros. Coloque as três estrelas em ordem crescente de temperatura.
- As estrelas Deneb (Alfa Cygni) e Antares (Alfa Scorpii) apresentam seus picos de emissão respectivamente em 3300 Å e 1210 nm. Quais as temperaturas efetivas de Deneb e Antares? Quais são suas cores?
- A estrela Altair (Alfa Aquilae) possui emissão máxima em 4000 Å e um raio igual ao dobro do raio solar. Qual a relação de luminosidades entre Altair e o Sol? Dada a temperatura efetiva do Sol: 5840 K.
- A estrela Sirius (Alfa Canis Majoris) possui raio de 1,7 raios solares e uma luminosidade 25 vezes a solar. Qual a temperatura efetiva de Sirius? Dada a temperatura efetiva do Sol: 5840 K.
- Se o máximo de emissão do planeta-anão Plutão é de 50.000 nm, qual sua temperatura efetiva?
- Calcular o comprimento de onda da linha hidrogênio-beta (a segunda linha da série de Balmer para o átomo de hidrogênio), sabendo que ela corresponde à transição entre os níveis quânticos 2 e 4. As energias de cada nível encontram-se na Figura 6.6.
- A linha de hidrogênio-alfa tem um comprimento de onda de laboratório igual a 6563 Å. Medindo-se o espectro de uma estrela, nota-se que sua linha hidrogênio-alfa está posicionada em 6570 Å. Qual a velocidade radial da estrela? Ela está se aproximando ou se afastando da Terra?

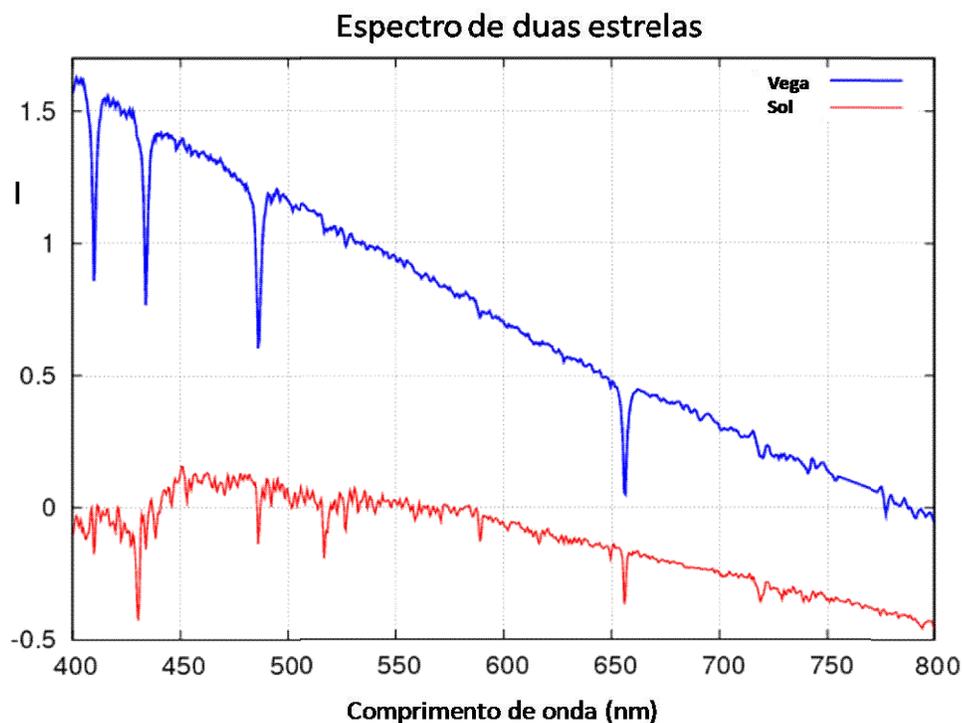
No website da NAAP (Nebraska Astronomy Applet Project), que pode ser acessado em <<http://astro.unl.edu/naap/blackbody/animations/blackbody.html>>, pode ser

encontrada uma excelente animação que permite construir a curva de Planck para diferentes temperaturas, mostrando também o comprimento de onda correspondente à máxima emissão de energia em cada temperatura. Faça com os alunos várias simulações, por exemplo com três estrelas a 3.500 K, 6.000 K e 10.000 K, comparando as curvas resultantes. Como se poderia demonstrar a lei de Wien usando esta animação? E a lei de Stefan-Boltzmann? Se necessário, ajuste a escala horizontal para que as três curvas apareçam mais destacadas. As animações da NAAP requerem Flash.

Na mesma página, habilite agora a aba “Filters” e faça a medição do índice de cor (B-V) das mesmas três estrelas cujas curvas você simulou no exercício anterior. Repita para os índices de cor (U-B) e (V-R). Anote as magnitudes U, B e V em cada caso. O que você notou? Se desejar, faça outras medições com estrelas a temperaturas diferentes.

Diversas outras questões podem ser levantadas com o uso da animação acima. Se desejar explorar o assunto, tente baixar o “Guia do Estudante” para essa simulação da NAAP em <http://astro.unl.edu/naap/blackbody/naap_blackbody_sg.pdf>.

Na figura abaixo (crédito: RICHMOND, 2010) estão representados sob forma de perfis (ou gráficos) os espectros de duas estrelas: Vega (Alfa Lyrae), uma estrela de cor branca, e o Sol, uma estrela amarela. Esses são espectros *reais*, que mostram os trechos da curva de Planck (espectro contínuo) entre 400 nm e 800 nm.



Projete essa figura em sala (ou faça cópias dela para os alunos) e discuta com eles os seguintes pontos:

- Tendo em mente os tópicos vistos no item 6.1, é possível definir qual das duas estrelas apresenta temperatura efetiva mais alta?
- Seria possível estimar, aproximadamente, a temperatura efetiva do Sol com base no gráfico? E a de Vega?
- Qual das duas estrelas tem luminosidade maior? Como se pode chegar a essa conclusão?
- Pela figura também são vistas claramente, para as duas estrelas, quatro linhas de absorção pertencentes à série de Balmer do hidrogênio. Compare-a com a Figura 6.7, que está no item 6.5 do texto, e identifique cada uma dessas quatro linhas, juntamente com seus respectivos comprimentos de onda.
- Tendo em mente o item 6.7, note agora que as linhas de Balmer são bem mais fortes para a estrela Vega do que para o Sol. Isso quer dizer que Vega possui mais hidrogênio na sua composição química do que o Sol? Por quê?

Referencias bibliográficas para o Capítulo 6

BOHM-VITENSE, E. *Introduction to stellar Astrophysics*. Section 4.4 (The black body), v. 1, p. 21-6. Cambridge: Cambridge University Press, 1989.

BOHR, N.H. On the constitution of atoms and molecules. *Philosophical Magazine and Journal of Science*, series 6, v. 26, p. 1-25, 476-502 e 857-75, 1913. Parte I disponível em: <<http://www.tandfonline.com/doi/abs/10.1080/14786441308634955>>, Parte II em: <<http://www.tandfonline.com/doi/abs/10.1080/14786441308634993>> e Parte III em: <<http://www.tandfonline.com/doi/abs/10.1080/14786441308635031>>. Acessos em: 24 de maio de 2017.

COX, A.N. (ed.). *Allen's astrophysical quantities*. Section 15.3 (Photometric systems), p. 385-92. New York: Springer-Verlag, 1999.

DUCATI, J.R. VizieR online data catalog: catalogue of stellar photometry in Johnson's 11-color system. CDS/ADC collection of electronic catalogues, 2237. SIMBAD Astronomical Database. 2002. Disponível em: <<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>>. Acesso em: 29 de maio de 2017.

KEPLER, S.O.; SARAIVA, M.F.O. *Astronomia e Astrofísica*. Porto Alegre: Editora da UFRGS, 1^a ed., 2000. Uma versão digital, atualizada em 2013, está disponível em: <<http://astro.if.ufrgs.br/index.htm>>. Acesso em: 25 de maio de 2017.

KRAGH, H. *Quantum generations: a history of physics in the twentieth century*. New Jersey: Princeton University Press, p. 44-73, 1999.

LEBLANC, F. *An introduction to Stellar Astrophysics*. London: John Wiley and Sons, Ltd., p. 13-24, 2010.

NAVE, C. HyperPhysics. Georgia State University, 2006. Disponível em: <<http://ef.engr.utk.edu/hyperphysics/hbase/wien.html#c5>>. Acesso em: 22 de maio de 2017.

OSTLIE, D.A.; CARROLL, B.W. *An introduction to modern Stellar Astrophysics*. Boston: Addison-Wesley, 1st ed., p. 125-53 e 223-41, 1996.

RICHMOND, M. Emission and absorption lines. Notas de aula. Physics 301, Rochester Institute of Technology, 2010. Disponível em: <http://spiff.rit.edu/classes/phys301/lectures/spec_lines/spec_lines.html>. Acesso em: 30 de maio de 2017.

STROBEL, N. Astronomy notes. 2013. Disponível em: <<http://www.astronomynotes.com/>>. Acesso em: 22 de maio de 2017.

%%%%%%%%%

Guia de estudos “Astrofísica Estelar para o Ensino Médio”

Capítulo 7 – Tipos espectrais e o diagrama HR

7.1 A classificação espectral

Vimos no Capítulo 1 que os primeiros passos na direção de estabelecer uma classificação das estrelas segundo os seus espectros foram dados pelo padre italiano Angelo Secchi, no Observatório do Vaticano, entre 1863 e 1868. Nesse último ano, Secchi resumiu seu trabalho, estabelecendo quatro tipos básicos de espectros: o Tipo I correspondia a estrelas brancas, como Sirius ou Vega, e apresentava linhas fortes de hidrogênio (a série de Balmer); o Tipo II, a estrelas amarelas e alaranjadas, como o Sol ou Arcturus, com linhas fortes de metais, como sódio, cálcio e ferro; o Tipo III, característico de estrelas vermelhas como Antares, que mostrava bandas (conjuntos) de linhas finas (posteriormente identificadas como moléculas de óxido de titânio); e um Tipo IV, mais raro e composto por poucas estrelas vermelhas, em cujo espectro ele encontrou linhas de carbono (McCARTHY, 1950)⁶⁵. O padre italiano chegou, sozinho, a classificar os espectros de cerca de quatro mil estrelas (RIGGE, 1918), catalogando cerca de quinhentas delas em seu sistema (HOFFLEIT, 2002); esse foi um feito que justifica o epíteto de “pai da classificação espectral”, que por vezes lhe é atribuído. Nos anos seguintes, tentativas de estabelecer um sistema ainda mais abrangente que o de Secchi seriam feitas por Hermann Vogel (1841-1907) em Potsdam e por Norman Lockyer (1836-1920) em Londres (FROST, 1908; CORTIE, 1921); seria, no entanto, em Harvard que um grupo de jovens e brilhantes astrônomas lideradas pelo diretor do Harvard College Observatory, Edward Pickering (1846-1919) conseguiria concretizar, entre 1886 e 1924, a admirável tarefa de analisar e classificar os espectros de centenas de milhares de estrelas, criando o sistema de classificação espectral que é usado até nossos dias e abrindo o caminho para o desenvolvimento da Astrofísica moderna. Vejamos como isso foi feito.

7.1.1 A classificação de Harvard

Nos primeiros anos da espectroscopia, a fotografia dos espectros das estrelas (com exceção do Sol) ainda era tecnicamente muito difícil, e por isso a classificação dos espectros era feita visualmente. Foi apenas em 1872 que Henry Draper (1837-1882) obteve a primeira fotografia de um espectro estelar (da estrela Vega). Draper era um médico conceituado e próspero, e também um astrônomo amador e astrofotógrafo dedicado, tendo também construído seu próprio espectroscópio. Após sua morte, sua

⁶⁵ Anos após, Secchi agregaria à sua classificação um “Tipo V” bastante raro: tratava-se de estrelas quentes que apresentavam linhas de emissão brilhantes de hélio, carbono e nitrogênio (essas estrelas são hoje conhecidas como “estrelas Wolf-Rayet”).

viúva, Anna Palmer Draper, criou o Henry Draper Memorial Fund, que iria doar generosos recursos ao Harvard College Observatory para a preparação de um grande catálogo de estrelas que incluísse a sua classificação espectral.

Com os recursos recebidos em 1886 do Draper Fund, o então diretor do Observatório, Edward Pickering, conseguiu formar uma equipe de jovens e talentosas astrônomas (incluindo Williamina Fleming, Antonia Maury, Annie Jump Cannon e Henrietta Leavitt) para executar o formidável trabalho de examinar dezenas de milhares de placas fotográficas, medir e analisar as linhas espectrais de cada estrela nelas existentes e classificá-las (CANNON, 1915).

Já em 1890, aparecia o primeiro produto desse trabalho, sob a forma de um catálogo com a classificação espectral de 10.351 estrelas, que foi publicado com o nome de *The Draper Catalogue of Stellar Spectra* (PICKERING, 1890). Apesar desse catálogo (segundo a praxe da época em Harvard) ter sido assinado por Pickering na qualidade de diretor do Observatório, o trabalho de classificação foi realizado praticamente na íntegra por Williamina Fleming. O esquema de classificação empírico nele utilizado (também desenvolvido por Fleming) subdividia as classes de Secchi em tipos mais específicos, que eram nomeados de A até N, além das letras O (para as estrelas da classe V de Secchi), P (para nebulosas planetárias) e Q (para outros objetos). Essa nomenclatura se constituiria no primeiro passo para aquilo que seria a futura classificação espectral de Harvard.

Os trabalhos para a fase seguinte (a publicação de um catálogo ainda mais extenso) se iniciaram em 1911. Com a morte de Fleming naquele ano, a liderança do grupo passou para Annie Cannon. À medida que os trabalhos prosseguiram, o número de estrelas catalogadas foi enormemente ampliado, abrangendo agora todo o céu: as estrelas do Hemisfério Sul puderam ser incluídas graças à instalação de uma estação austral do observatório, situada em Arequipa, no Peru, a uma altura de 2.500 m (CANNON, 1915). Como seria de se esperar, a classificação inicial de Fleming teve de ser também gradualmente aperfeiçoada durante esse trabalho – não só para incluir os numerosos espectros peculiares que surgiam, mas também para associar a sequência em que os tipos eram listados a uma característica física conhecida (no caso, a *temperatura efetiva*). Assim, a classificação final de Harvard, ao contrário de todas as anteriores, tem como critério uma *sequência descendente de temperaturas efetivas*.

Nessa classificação, Cannon manteve o sistema de letras originalmente usadas por Fleming para os tipos básicos – porém não na mesma ordem. Para refletir uma

seqüência de temperaturas efetivas decrescentes, os tipos básicos foram renomeados na seguinte ordem⁶⁶:

O, B, A, F, G, K, M

Além disso, Cannon criou também subtipos para cada um desses tipos espectrais, adicionando, após cada letra, um algarismo que podia variar entre 0 e 9. Por exemplo, as estrelas listadas como A0 possuíam temperaturas efetivas mais altas que as listadas como A2, e assim por diante.

O resultado de mais de vinte anos de trabalho do grupo de Harvard foi o monumental *Henry Draper Catalogue*, que continha as magnitudes, as posições e os tipos espectrais de 225.300 estrelas (até a nona magnitude) segundo a classificação de Harvard. Esse catálogo (hoje conhecido como “Catálogo HD”) foi publicado nos volumes 91 a 99 dos *Annals of Harvard College Observatory*, entre 1918 e 1924 (KALER, 1997). Finalmente, após a morte de Pickering em 1919, Cannon publicaria, em seis volumes entre 1925 e 1936, uma extensão do catálogo HD, com 46.850 estrelas adicionais... e continuou trabalhando incessantemente até que, quando de sua morte em 1941, o total geral já abrangia mais de 395 mil estrelas (GRAY; CORBALLY, 2009). Os catálogos HD produzidos em Harvard, bem como a classificação neles utilizada, são alicerces da espectroscopia estelar e são usados até os dias de hoje.

A Tabela 7.1 lista um resumo das características principais dos tipos espectrais básicos da classificação tradicional de Harvard.

<i>Tipo espectral</i>	<i>Temperatura</i>	<i>Características espectrais</i>	<i>Cor</i>	<i>Exemplo</i>
O	> 30.000 K	Linhas fortes de HeII; linhas de H fracas; linhas de metais multi-ionizados	Azul	λ Orionis
B	10.000 – 30.000 K	Linhas fortes de HeI; linhas de H moderadas	Branco-azulada	Rigel
A	7.500 – 10.000 K	Linhas de H em seu máximo	Branca	Vega
F	6.000 – 7.500 K	Linhas fortes de metais mono-ionizados; linhas de H moderadas	Branco-amarelada	Procyon
G	5.000 – 6.000 K	Linhas fortes de metais mono-ionizados; linhas de H fracas	Amarela	Sol
K	3.500 – 5.000 K	Linhas fortes de metais neutros e mono-ionizados; linhas de H fracas	Laranja	Arcturus
M	< 3.500 K	Bandas fortes de moléculas (TiO); linhas fortes de metais neutros; linhas de H muito fracas	Vermelha	Betelgeuse

Tabela 7.1: Classificação espectral tradicional de Harvard. (De acordo com LEBLANC, 2010.)

⁶⁶ Rapidamente, os estudantes de Harvard criaram uma fórmula mnemônica para memorizar a ordem dessa seqüência espectral: a frase *Oh, Be A Fine Girl; Kiss Me* (“Oh, seja uma boa garota e me beije”).

Graficamente, podemos comparar os dados da Tabela 7.1 com uma montagem de diversos perfis espectrais de acordo com a classificação de Harvard, vista na Figura 7.1. Essa figura mostra um exemplo de espectros de estrelas de cada classe (O5, B3, A6, F6, G7, K5 e M4), e foi produzida a partir de espectros reais obtidos no Observatório Kitt Peak (JACOBY; HUNTER; CHRISTIAN, 1984). Através dela, podemos notar diversas características que vimos até este ponto:

- Note que, de O5 até M4 (de cima para baixo no gráfico), temos uma sequência decrescente de temperaturas, que é o critério usado para a classificação de Harvard.
- Observando consecutivamente as curvas desde O5 até M4 (ou seja, da estrela mais quente para a mais fria), podemos notar que o pico de emissão do contínuo se desloca gradativamente para a direita (ou seja, para as regiões de maior comprimento de onda). Isso nada mais é que a expressão da lei de Wien, que vimos no Capítulo 6.
- As linhas de Balmer do hidrogênio (indicadas na Figura 7.1 como $H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$ e $H\delta$) aparecem fracamente na estrela O5 e se tornam mais intensas até atingir o máximo na estrela A6. A partir daí, elas enfraquecem novamente até se tornarem quase imperceptíveis nas estrelas K5 e M4. Note que isso é exatamente o que se vê não só na Tabela 7.1, mas também na Figura 6.9 (ver item 6.7 do Capítulo 6).
- As linhas de metais neutros (Ca, Mg, Na) são mais fortes nas estrelas G7 e K5.
- As bandas moleculares (TiO) são perceptíveis apenas na estrela M4.

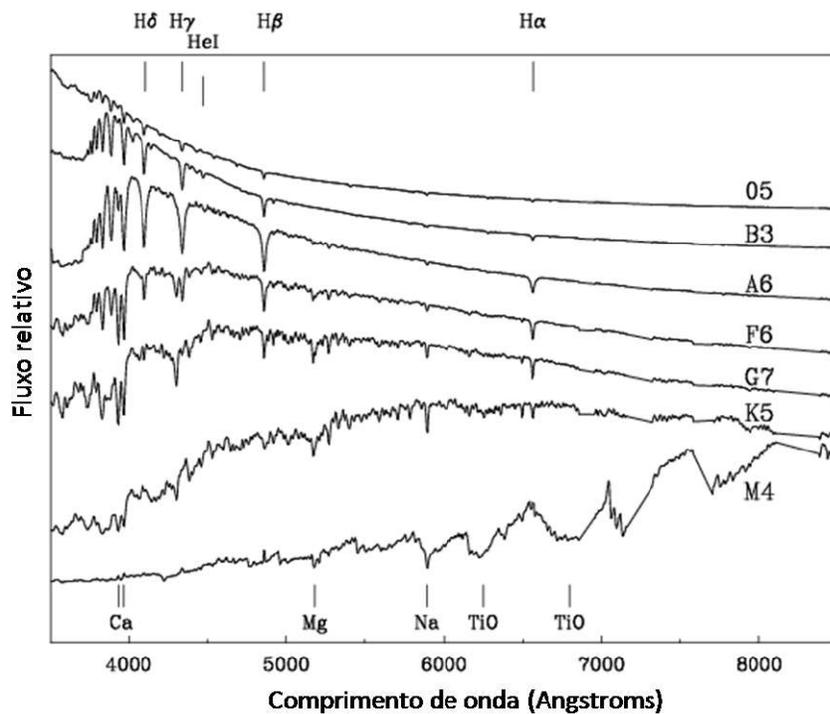


Figura 7.1 – Exemplos de perfis espectrais de estrelas de diversas classes espectrais de Harvard.
(De acordo com JACOBY; HUNTER; CHRISTIAN, 1984.)

7.1.2 Extensões da classificação de Harvard

Posteriormente à publicação dos catálogos HD (a partir de meados do século XX), foram descobertas algumas classes mais raras de estrelas que apresentavam peculiaridades em seus espectros, apesar de mostrarem algumas das características dos tipos clássicos. Trata-se de grupos relativamente pequenos, razão pela qual às vezes nem são mencionados como classes espectrais à parte. Nesse caso estão:

- Estrelas de massas e temperaturas ainda mais altas do que as da classe O, e que apresentavam como peculiaridade linhas de emissão muito fortes e largas de hidrogênio, hélio, carbono, oxigênio e nitrogênio ionizados. Já presentes nas classificações de Secchi e Fleming e incluídas por Cannon na classe O, essas estrelas passaram a ser chamadas “estrelas Wolf-Rayet” e a ser indicadas por “classe W”. Acredita-se hoje que a forte emissão das Wolf-Rayet venha de camadas de gases quentes ejetados pela estrela no espaço a altas velocidades. Há dois subgrupos entre as Wolf-Rayet: as ricas em carbono, que se indicam por WC, e as ricas em nitrogênio, que se representam por WN.
- Na faixa de baixas temperaturas, duas classes raras de estrelas vermelhas gigantes, que Cannon supunha pertencerem aos tipos K e M, mas que apresentavam também em seu padrão espectral um excesso de carbono e seus compostos, como CO e CN. Seu teor de carbono chega a ser quatro a cinco vezes maior que em estrelas K e M normais. Essas estrelas passaram a ser conhecidas como “estrelas de carbono” e costumam ser indicadas como classes R e N. As estrelas da classe R se aproximam mais das K normais; as da classe N, das M normais. Alguns astrônomos preferem enquadrá-las todas dentro de uma mesma classe, que nesse caso é referida como “classe C”.
- Uma outra classe rara de estrelas vermelhas e frias que apresentava, em vez das bandas de óxidos de titânio e vanádio comuns na classe M, linhas de absorção de elementos pesados como zircônio e bário. Muitas delas são também estrelas variáveis, e são conhecidas como “classe S”.⁶⁷
- Finalmente, já em fins do século XX, com o avanço da instrumentação astronômica e as observações na faixa do infravermelho, foram descobertas algumas centenas de estrelas anãs vermelhas extremamente frias (1400-2000 K) e com linhas de hidretos de metais, em vez dos óxidos metálicos existentes na classe M. Os descobridores propuseram incluí-las em uma nova classe chamada “classe L”, à parte de tradicional classe M (KIRKPATRICK et al., 1999). Os mesmos autores propuseram ainda a criação de mais outra classe: a “classe T”, que seria formada por algumas dezenas de *anãs marrons* (objetos que

⁶⁷ Não tardou para que os criativos estudantes de Harvard adaptassem a sua fórmula mnemônica para abranger as novas classes espectrais catalogadas através de uma nova frase: *Wow! Oh, Be A Fine Girl; Kiss Me Right Now, Sweetheart*, que poderíamos traduzir como “Uau! Oh, seja uma boa garota e me beije agora mesmo, querida”.

tecnicamente nem poderiam ser chamados de estrelas), e que por serem ainda mais frios (abaixo de 1300 K) são extremamente difíceis de detectar, a não ser no infravermelho e/ou com telescópios espaciais. Nos últimos anos, propôs-se ainda a existência de uma subclasse de anãs marrons ainda mais frias (“classe Y”), com temperaturas abaixo de 500 K. Como, no entanto, não existe consenso entre os astrônomos em relação à conveniência da inclusão de todos esses objetos subestelares na classificação espectral regular (bem como na total impossibilidade de observar qualquer deles com os instrumentos que fazem parte do escopo deste trabalho), não os incluiremos doravante aqui, optando por nos atermos exclusivamente à tipologia clássica (OBAFGKM) de Harvard.

7.1.3 Classes de luminosidade: o sistema de Morgan-Keenan (MK)

O sistema de Harvard recebeu um refinamento na década de 1940, introduzido pelos astrônomos norte-americanos William Morgan (1906-1994) e Philip Keenan (1908-2000). Ao elaborar o seu *Atlas of Stellar Spectra* (1943), eles perceberam que havia necessidade de levar em consideração o fato de que, para a mesma classe espectral, podiam existir estrelas de diferentes luminosidades (por exemplo, gigantes ou anãs da classe M), cujos espectros apresentavam diferenças que não eram refletidas pela classificação de Harvard, baseada unicamente na temperatura efetiva. Morgan e Keenan estabeleceram então um esquema de classificação “bidimensional”, levando em conta tanto a temperatura como a luminosidade das estrelas (KEENAN, 1985). É importante notar que esse sistema (hoje denominado MK) não elimina, mas sim complementa o sistema de Harvard. Para tanto, foi simplesmente adicionado um numeral romano ao fim do tipo espectral de Harvard, para indicar também a classe de luminosidade da estrela. Essas classes foram nomeadas como segue:

Classe	Característica
Ia	Supergigantes mais luminosas
Ib	Supergigantes
II	Gigantes luminosas
III	Gigantes normais
IV	Subgigantes
V	Estrelas da sequência principal (anãs)

Tabela 7.2: Classes de luminosidade de Morgan-Keenan. (COX, 1999.)

Nosso Sol, por exemplo, é indicado como uma estrela G2V na classificação MK. Essa é a forma de classificação espectral usada universalmente nos dias de hoje. Por fim, é interessante notar que algumas estrelas apresentam certas peculiaridades em seus espectros, que não são descritas mesmo na classificação MK. Para esses casos, convencionou-se adicionar um sufixo ao tipo MK da estrela, indicando a razão da peculiaridade (ver Tabela 7.3).

Sufixo	Peculiaridade
e	Linhas de emissão presentes
f	Linhas de emissão de NIII e Hell (estrelas O)
p	Outra peculiaridade
n	Linhas largas
s	Linhas finas (sharp)
k	Linhas interestelares presentes
m	Linhas metálicas

Tabela 7.3 – Alguns sufixos que indicam peculiaridades no espectro. (Cox, 2000.)

7.2 O diagrama de Hertzsprung-Russell

7.2.1 Diagrama HR: desenvolvimento

Curiosamente, tanto as classes de luminosidade como até o próprio diagrama HR poderiam ter sido desenvolvidos algumas décadas mais cedo. Durante os trabalhos de rotina de classificação espectral, uma das jovens astrônomas de Harvard – Antonia Maury – que era considerada uma das mais inteligentes (e certamente a mais independente) do grupo, extrapolou as rígidas instruções de seu superior Pickering e introduziu, para as estrelas que lhe foram designadas, uma subclassificação em três divisões (**a**, **b** e **c**), para indicar se as linhas espectrais eram largas, normais ou finas – numa antevisão do que seria o sistema MK criado décadas após. Esse trabalho foi publicado em 1897 (MAURY; PICKERING, 1897), porém a subdivisão introduzida por Maury foi duramente criticada por Pickering como sendo “uma mera perda de tempo” (HOFFLEIT, 2002). Felizmente, no entanto, a perspicaz intuição de Maury não passou despercebida: em 1905 e 1907, o astrônomo dinamarquês Ejnar Hertzsprung (1873-1967) publicou uma sua descoberta, baseada em análises dos movimentos próprios estelares, de que certas estrelas de mesma cor deveriam possuir dois grupos distintos de luminosidades intrínsecas. Sendo assim, raciocinou Hertzsprung, essa diferença deveria ser refletida em seus espectros. Consultando os catálogos já publicados por Pickering, Fleming e Cannon, ele não encontrou nada relevante; porém, ao ler o catálogo de 1897 de Maury, percebeu que as estrelas que ela havia designado como “classe c” (aquelas que apresentavam linhas finas no espectro) correspondiam precisamente ao que ele havia descoberto em suas pesquisas: eram estrelas de luminosidade intrínseca muito alta (que conhecemos hoje como gigantes e supergigantes). Em um artigo publicado pouco depois (HERTZSPRUNG, 1908), Hertzsprung reconheceu a importância da classificação de Maury e escreveu uma carta a Pickering, mencionando que ela era o “*avanço mais importante da classificação espectral desde os trabalhos de Secchi e Vogel*”, e deplorando o fato de Pickering não tê-la incluído nos trabalhos posteriores feitos em Harvard. Com bom humor, Hertzsprung escreveu: “*Negligenciar as propriedades da classe c em uma classificação*

espectral é mais ou menos fazer o mesmo que um zoólogo que tivesse reconhecido que existem diferenças entre uma baleia e um peixinho, e que continuasse classificando os dois juntos” (HOFFLEIT, 2002). Talvez enciumado⁶⁸, ou até por não ter compreendido todo o alcance da descoberta de Hertzsprung, Pickering se recusou a aceitar a importância dessa subclassificação (algo que, como vimos, só seria reparado por Morgan e Keenan em 1943). Hertzsprung, no entanto, usou os dados de Maury para mostrar que todas as estrelas da classe *c* possuíam movimentos próprios insignificantes, e por conseguinte elas teriam necessariamente de ser intrinsecamente muito mais luminosas do que as outras da mesma classe espectral e magnitude aparente. Ou seja: se duas estrelas possuem a mesma cor e temperatura, mas uma está mais distante que a outra, então ela terá de ser também intrinsecamente mais luminosa.

A grande questão que se colocava em inícios da década de 1910 era *como* estabelecer uma correlação entre os tipos espectrais das estrelas (*ou* suas temperaturas efetivas, *ou* seus índices de cor, grandezas que já sabemos estarem relacionadas) e as luminosidades intrínsecas das mesmas. Ora, como vimos anteriormente (Capítulo 5, itens 5.3 e 5.7), a luminosidade intrínseca de uma estrela é expressa por meio de sua *magnitude absoluta*, que *não* é mensurável diretamente da Terra; porém a *magnitude aparente*, sim, é medida diretamente com facilidade. Dessa forma, se fosse possível determinar por qualquer processo a distância em que a estrela se encontra, a magnitude absoluta poderia ser calculada facilmente através da equação do módulo de distância (Capítulo 5, item 5.7, equação (5.6)). A chave para elucidar o problema, portanto, estava em encontrar a forma de contornar a dificuldade em estimar as distâncias (*ou*, em outras palavras, em como converter a magnitude aparente de uma estrela (medida) na sua magnitude absoluta (calculada)).

Trabalhando independentemente e por métodos distintos, dois astrônomos chegariam quase simultaneamente à solução daquela questão: nosso já conhecido Ejnar Hertzsprung (em 1911) e o norte-americano Henry Norris Russell (em 1913). Ambos apresentaram seus resultados graficamente, em um diagrama que passou a ser conhecido como “diagrama de Hertzsprung-Russell” (*ou* “diagrama HR”), e que hoje é considerado uma das ferramentas mais poderosas da Astrofísica Estelar. Nos parágrafos seguintes, iremos examinar seu significado e suas aplicações. Porém, antes, cabe abrir um parênteses para um fato curioso e muito pouco conhecido, que foi descoberto por historiadores de ciência contemporâneos: o primeiro diagrama “tipo HR” a ser *publicado* não foi preparado por Russell e nem mesmo por Hertzsprung, mas

⁶⁸ Em sua autobiografia, Cecilia Payne-Gaposchkin (1900-1979), talvez a mais brilhante astrofísica de todo o século XX, e que em sua juventude chegou a trabalhar com Maury e Pickering em Harvard, relata que a relação entre ambos sempre foi conflituosa, dada a independência de Maury e a intolerância de Pickering; e que este último considerava que a sua equipe “*tinha sido contratada para trabalhar, e não para pensar*” (PAYNE-GAPOSKIN, 1979).

sim pelo jovem astrônomo alemão Hans Rosenberg (1879-1940), em um trabalho usado como teste para sua admissão ao cargo de professor da Universidade de Tübingen (ROSENBERG, 1910)⁶⁹. O diagrama original publicado por Rosenberg pode ser visto na Figura 7.2. O tema da pesquisa (em português, “Sobre a relação entre brilho e tipo espectral no aglomerado das Plêiades”) havia sido sugerido a Rosenberg pelo célebre astrônomo Karl Schwarzschild (1873-1916), na época seu orientador na Universidade de Göttingen. Descobriu-se, no entanto, que um ano antes da publicação de Rosenberg, o próprio Hertzsprung já havia visitado Schwarzschild em Göttingen, levando com ele, para discutir com o mestre, uma cópia preliminar do seu próprio trabalho inédito, que ele publicaria em 1911. Assim, tudo indica que Hertzsprung tenha sido de fato o primeiro na *concepção* do diagrama HR, mesmo que não o tenha sido em uma *publicação*. Detalhes desse curioso fato e uma cópia do trabalho de Rosenberg em inglês podem ser vistos em ONDRA, 2000.

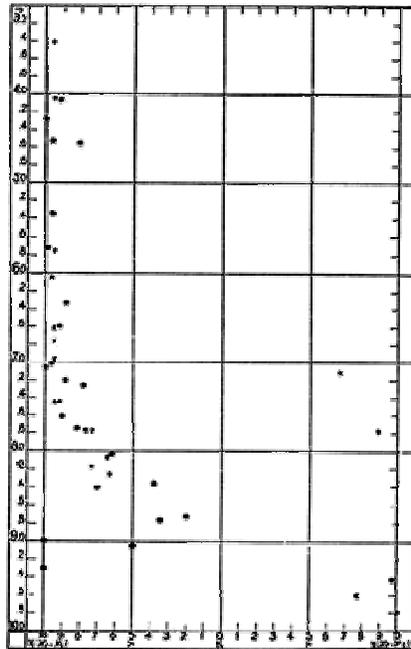


Figura 7.2 – Diagrama obtido por Rosenberg em 1910. Nas ordenadas, as magnitudes aparentes de estrelas do aglomerado aberto das Plêiades (M45); nas abscissas, a relação entre as intensidades médias das linhas de cálcio com as das linhas de hidrogênio. Essa relação era um indicativo aproximado da classificação espectral das estrelas. (Crédito: ROSENBERG, 1910.)

Voltemos agora aos trabalhos independentes de construção do diagrama HR por Hertzsprung e Russell. Para contornar o problema do desconhecimento da distância

⁶⁹ É possível que uma das razões para a pouca divulgação dos trabalhos de Rosenberg na Alemanha tenha sido o fato de ele ser judeu, principalmente após a ascensão de Adolf Hitler ao poder em 1933. Assim como outros cientistas judeus, ele sofreria numerosas represálias, sendo demitido de seu posto de diretor do Observatório de Kiel e tendo de emigrar para os Estados Unidos em 1934. Ver THEIS et al., 1996.

individual de cada estrela, Hertzsprung usou um artifício engenhoso: construiu seu diagrama com base nas estrelas de dois aglomerados abertos: as Plêiades e as Híades. Ora, como todas as estrelas de qualquer aglomerado estelar estão aproximadamente à mesma distância da Terra, a *relação* entre as suas magnitudes absolutas é a mesma que a relação entre suas magnitudes aparentes. Os resultados de Hertzsprung, publicados em 1911 na *Publikationen des Astrophysikalischen Observatoriums zu Potsdam*, são vistos nos dois gráficos na esquerda da Figura 7.3. O gráfico (a) corresponde ao aglomerado das Plêiades (note a semelhança com o gráfico de Rosenberg). No eixo horizontal, vê-se o comprimento de onda em angstroms (um indicativo da cor de cada estrela)⁷⁰. No eixo vertical, as magnitudes aparentes. O gráfico (b) é semelhante, mas para o aglomerado das Híades⁷¹. O tipo de gráfico construído por Hertzsprung chama-se diagrama cor-magnitude (outro nome pelo qual o diagrama HR é conhecido).

Já Russell não se baseou em um aglomerado, mas usou outro caminho não menos engenhoso: ele classificou os espectros das 300 estrelas mais próximas do Sol, cujas paralaxes (e portanto distâncias) eram conhecidas na época. O resultado é o gráfico (c) da Figura 7.3, no qual os tipos espectrais dessas estrelas se encontram no eixo das abscissas, e suas magnitudes absolutas, nas ordenadas (ver RUSSELL, 1914).

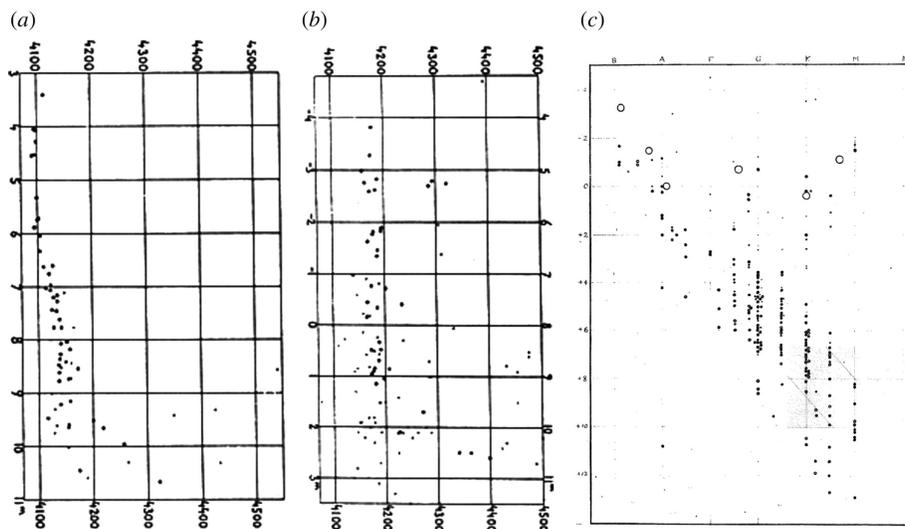


Figura 7.3 – Diagramas HR originais: (a) de Hertzsprung para as Plêiades, (b) de Hertzsprung para as Híades e (c) de Russell para as 300 estrelas cujas paralaxes eram conhecidas.

(Crédito: KALIRAI; RICHER, 2010.)

Notava-se claramente que, tanto nos diagramas de Hertzsprung como no de Russell, as estrelas não se distribuíam ao acaso: ao contrário, elas se concentravam em uma faixa

⁷⁰ Na Figura 3, os dois gráficos de Hertzsprung foram rotacionados de 90° para facilitar a comparação visual com o gráfico de Russell pelo leitor.

⁷¹ No caso das Híades, Hertzsprung pôde indicar também as magnitudes absolutas no gráfico (b), pois a distância desse aglomerado (medida por paralaxe estatística) já era conhecida na época (GINGERICH, 2013).

diagonal que ia desde o extremo superior esquerdo (estrelas mais luminosas e de cor mais azul) até o inferior direito (estrelas mais fracas e de cor mais avermelhada). Estava evidente que havia uma relação bem definida entre as cores (ou tipos espectrais) e as magnitudes absolutas (ou luminosidades) das estrelas em ambos os casos. Nos tópicos a seguir, iremos interpretar esse resultado e entender seu significado e aplicações para a Astrofísica Estelar.

7.2.2 Diagrama HR: interpretação

Para facilitar a interpretação, vamos partir inicialmente de um diagrama HR moderno, como o visto na Figura 7.4. A amostra para construir esse diagrama foi composta por todas as estrelas visíveis a olho nu no céu, e mais todas as estrelas que se encontram a até 25 parsecs de distância de nós. É como se estivéssemos fazendo um “recenseamento” de todas as estrelas nessas condições. Cada ponto do diagrama é uma estrela. Antes de prosseguir em nossa análise, lembremos alguns conceitos fundamentais já vistos:

- A *magnitude absoluta* nada mais é do que uma medida da *luminosidade* intrínseca de uma estrela.
- O *índice de cor* é uma medida da *temperatura efetiva* de uma estrela.
- Os *tipos espectrais* se correlacionam tanto com a *temperatura* como com o *índice de cor*.

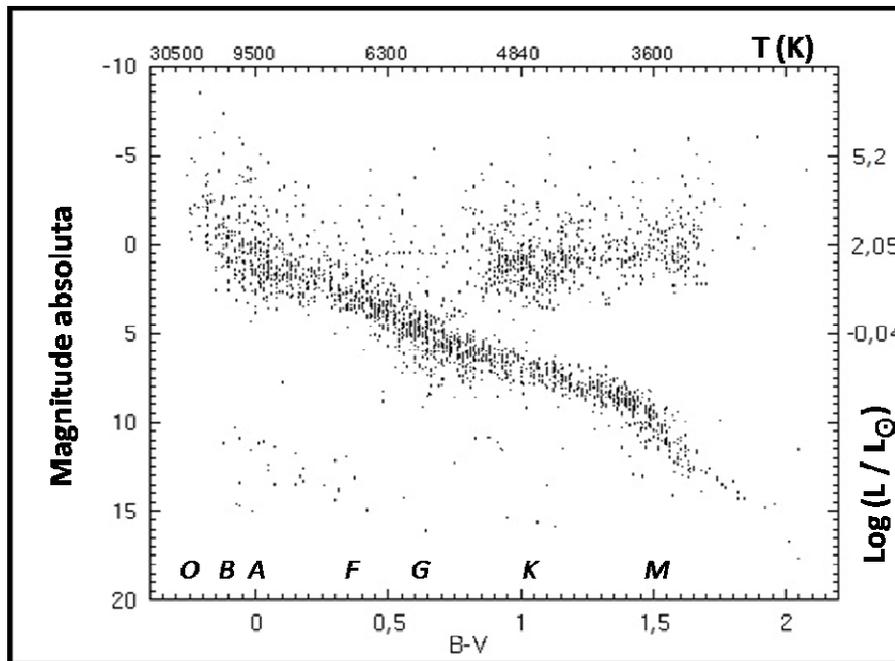


Figura 7.4: Um diagrama HR moderno. Ver texto para detalhes. (Crédito: STROBEL, 2013.)

Tendo isso em mente, note inicialmente as legendas dos eixos do diagrama da Figura 7.4:

- No eixo vertical, podemos indicar tanto a *magnitude absoluta* (como visto na escala à esquerda) como também a *luminosidade* (como na escala à direita). *Note que, por convenção, a escala de luminosidades cresce de baixo para cima.*
- No eixo horizontal, podemos plotar o *índice de cor* (como visto na escala abaixo da figura) ou então a *temperatura efetiva*, indicada em K (escala acima da figura), ou ainda o tipo espectral (indicado pelas letras OBAFGKM no interior da figura). *Note que a escala de temperaturas, por convenção, cresce da direita para a esquerda.*

Examinemos agora a *distribuição das estrelas* no diagrama. Assim como ocorria nos diagramas históricos de Hertzsprung e Russell, ela não é ao acaso: ao contrário, as estrelas se concentram em algumas regiões:

- A maior parte das estrelas está de fato na faixa diagonal que vai desde o extremo superior esquerdo (estrelas mais luminosas, quentes e azuis) até o inferior direito (estrelas frias, vermelhas e pouco luminosas). Essa é a chamada *sequência principal* do diagrama HR. Seus tipos espectrais, temperaturas e cores são variados, mas todas elas se enquadram na classe de luminosidade V. Tipicamente, a sequência principal de uma amostra grande e aleatoriamente selecionada de estrelas (por exemplo, todas as estrelas da Via Láctea) pode conter mais de 90% do total de estrelas do diagrama. *Examinando a sequência principal com mais cuidado, perceberemos que ela é também uma escala de massas: em outras palavras, as estrelas de maior massa da sequência principal são justamente as mais quentes e mais luminosas.*
- Uma segunda região que concentra um número razoável de estrelas está acima e à direita da sequência principal. Note que elas são vermelhas, frias e luminosas. Se nos lembrarmos da lei de Stefan-Boltzmann⁷² para o cálculo da luminosidade, perceberemos que a única forma de essas estrelas frias poderem estar nessa região do diagrama é possuírem diâmetros muito grandes. Essa é a chamada *região das gigantes vermelhas*. Elas pertencem às classes II ou III de luminosidade.
- Algumas estrelas mais esparsas estão no topo do diagrama, na região de maior luminosidade. A maioria delas é azul, mas também há algumas vermelhas. Essa é a região das *supergigantes*, das classes de luminosidade Ia e Ib.
- Finalmente, existe um quarto grupo de estrelas no quadrante inferior esquerdo. São estrelas quentes e pouco luminosas. Lembrando mais uma vez a lei de Stefan-Boltzmann, notamos que elas só poderiam ter dimensões muito pequenas. E é exatamente isso o que ocorre. Essa é a região das *anãs brancas*: estrelas com um diâmetro não muito diferente do diâmetro terrestre.

A aparência geral de todos os diagramas HR é então sempre igual? A resposta é **não**. De acordo com os critérios que usamos para selecionar a amostra que desejamos

⁷² A lei de Stefan-Boltzmann, vista no Capítulo 6, item 6.1.3, mostra que a luminosidade de uma estrela varia com o quadrado do seu raio e com a quarta potência da sua temperatura efetiva.

estudar, o diagrama HR poderá ter uma aparência diferente da Figura 7.4. Isso não quer dizer, é claro, que as definições das regiões do diagrama HR serão diferentes para cada gráfico. O que pode ocorrer é que na amostra que escolhemos para construir nosso diagrama poderá haver um número maior (ou menor) de estrelas em cada uma das regiões. Assim, o aspecto final de cada diagrama HR é afetado pelos *critérios de seleção*. Vamos entender melhor isso através de dois exemplos.

Vimos que a amostra para construir o diagrama HR da Figura 7.4 era composta por todas as estrelas visíveis a olho nu no céu, e mais todas as estrelas que se encontram a até 25 parsecs de distância de nós. Vamos agora adotar dois critérios de seleção diferentes e ver o que acontece com o aspecto do diagrama. Os dados dos gráficos a seguir são reais e foram obtidos pela sonda *Hipparcos*, da European Space Agency.

Se construíssemos o diagrama HR para as *cem estrelas mais brilhantes que vemos no céu noturno* (um critério de magnitude aparente) ele teria a aparência da Figura 7.5:

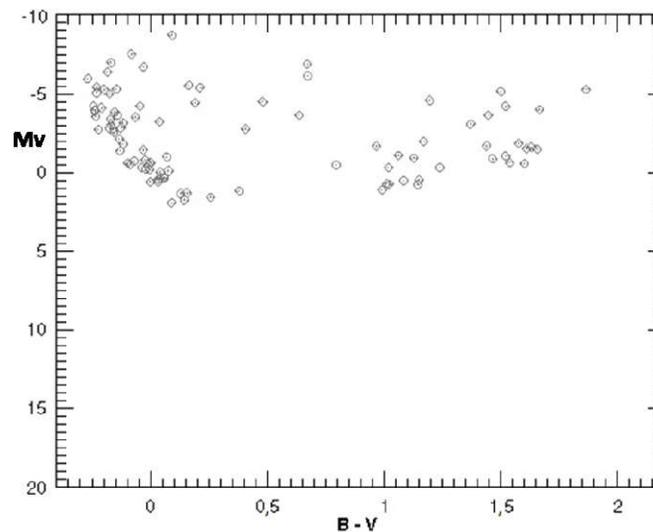


Figura 7.5 – Diagrama HR das cem estrelas mais brilhantes que podemos observar no céu noturno. (Adaptado de STROBEL, 2013.)

A primeira coisa que se nota é que praticamente todas as estrelas que aparecem na Figura 7.5 possuem magnitude absoluta igual ou mais brilhante que $M_V = 2$. Comparemos com a Figura 7.4 e vejamos a que região correspondem essas estrelas. É fácil perceber que *quase todas as cem estrelas mais brilhantes do céu pertencem às regiões mais luminosas da sequência principal, ou são gigantes e supergigantes*.

Mudemos agora o critério de seleção e escolhamos apenas as *cem estrelas mais próximas do Sol* para montar seu diagrama HR. Os dados do *Hipparcos* mostram que todas essas cem estrelas mais próximas se encontram a uma distância de até 7,63 parsecs do Sol. O diagrama HR terá o aspecto da Figura 7.6.

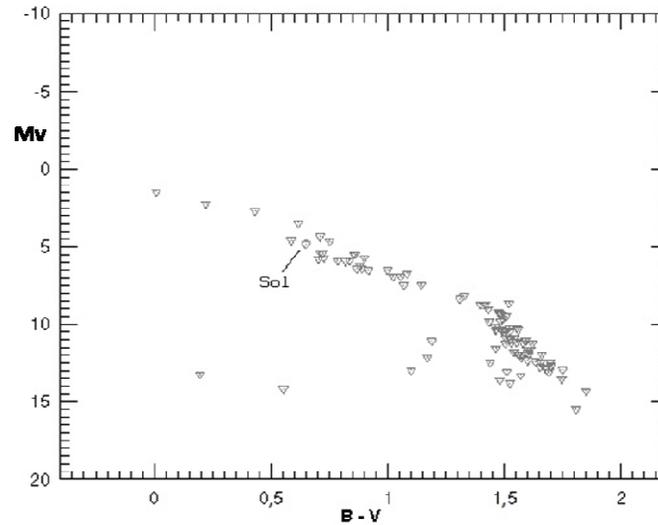


Figura 7.6 – Diagrama HR das cem estrelas mais próximas do Sol. (Adaptado de STROBEL, 2013.)

Note que agora temos a situação inversa: a maioria absoluta das estrelas que aparecem no diagrama da Figura 7.6 (ou seja, nas vizinhanças solares até 7,63 pc de distância) são *pouco luminosas e frias*. A posição do Sol está indicada para comparação (ele é uma das estrelas mais luminosas *nesta minúscula região da Via Láctea*).

Se desejássemos fazer finalmente um teste de confirmação, poderíamos combinar os critérios usados para construir os diagramas das Figuras 7.5 e 7.6 – ou seja, unindo as cem estrelas mais brilhantes com as cem mais próximas do Sol. Fazendo isso, seria de se esperar que o diagrama HR resultante não tivesse um aspecto muito diferente do diagrama da Figura 7.4, que usou um critério parecido (apenas com mais estrelas e uma distância maior). De fato, é exatamente isso o que acontece: esse diagrama composto é visto na Figura 7.7. Note que basicamente, ele tem aspecto semelhante ao da Figura 7.4.

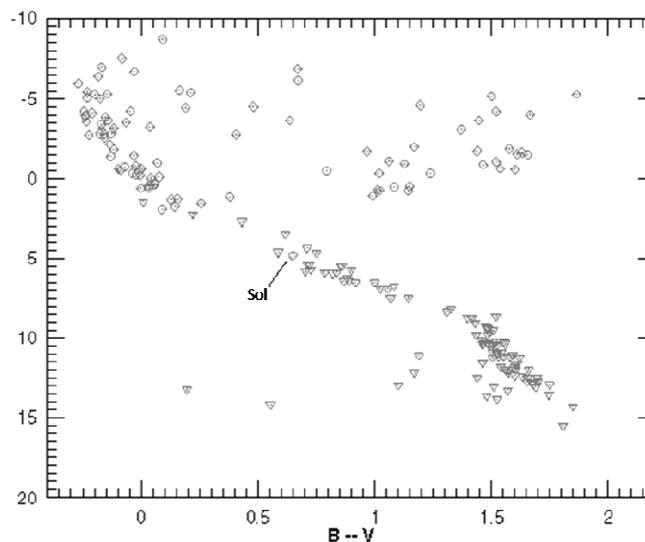


Figura 7.7 – Diagrama HR com os critérios combinados das Figuras 7.5 e 7.6. (Adaptado de STROBEL, 2013.)

Uma forma de reduzir esses efeitos dos critérios de seleção é utilizar uma amostra mais ampla e representativa do universo estatístico estudado. Se este, por exemplo, consistisse em todas as estrelas da Via Láctea (cerca de duzentos bilhões), é claro que uma amostra de apenas cem estrelas dificilmente terá boa representatividade. Uma amostra de cerca de cinco mil estrelas, como aquela recolhida pelo mesmo satélite *Hipparcos* com todas as estrelas cuja paralaxe foi medida com precisão melhor que 5% (diagrama HR da Figura 7.8), naturalmente, será bem mais representativa da situação real da população estelar da nossa Galáxia.

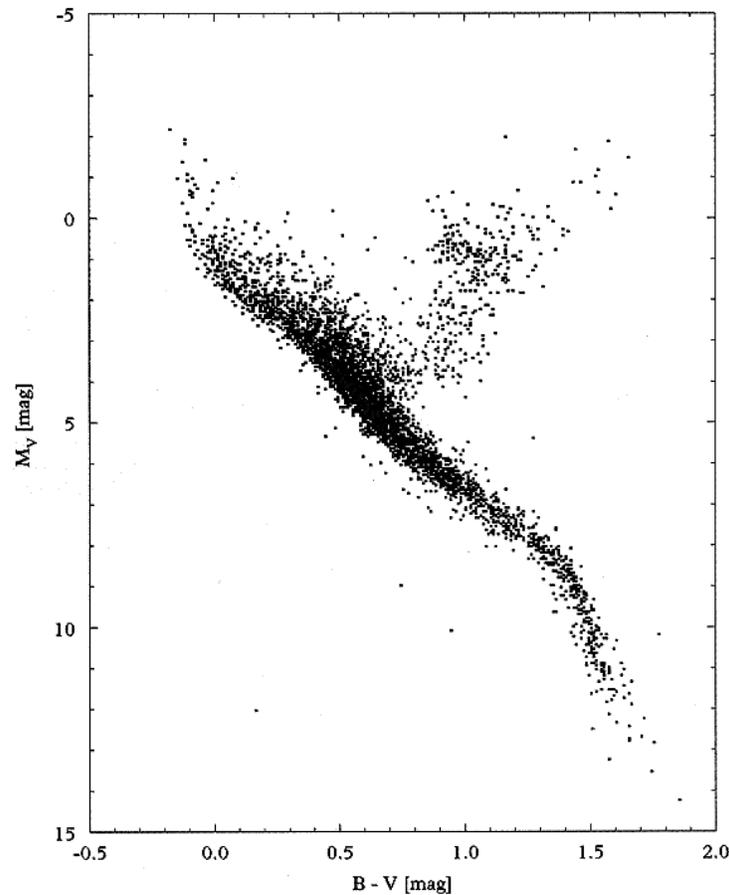


Figura 7.8 – Diagrama HR de 4902 estrelas da Via Láctea. (Crédito: ESA/Hipparcos.)

Finalmente, a Figura 7.9 nos permite uma amostra bem mais abrangente da população estelar da Via Láctea, reunindo 22 mil estrelas do catálogo Hipparcos com mil estrelas do Catálogo Gliese de estrelas próximas. Sobre o diagrama HR estão sobrepostas linhas correspondentes à classificação MK de luminosidade (item 7.1.3). Observar as legendas equivalentes dos eixos, expressas em índice de cor, temperatura e classe espectral nas abscissas, e magnitude absoluta e luminosidade nas ordenadas.

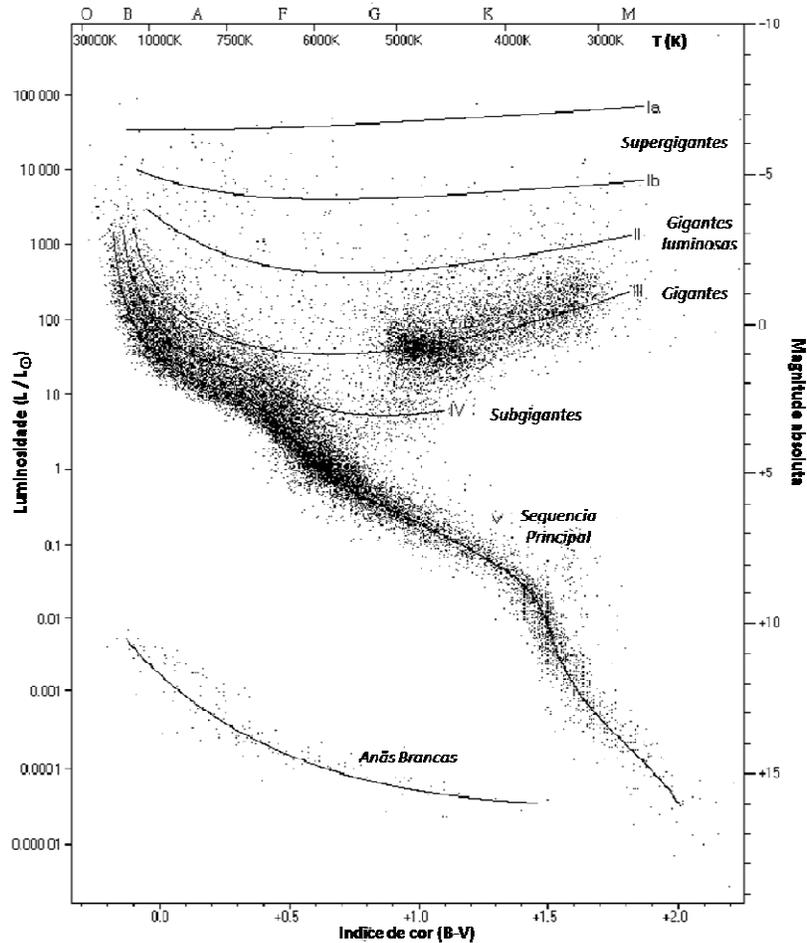


Figura 7.9 – Diagrama HR de 22 mil estrelas da Via Láctea (Catálogo Hipparcos) e mais mil estrelas do Catálogo Gliese de estrelas próximas. (Adaptado de POWELL, 2006.)

7.2.3 Diagrama HR: algumas aplicações

Como já mencionamos, o diagrama HR é uma ferramenta poderosíssima para a Astrofísica Estelar, permitindo obter parâmetros que seriam impossíveis de medir sem sua ajuda. Um deles, para exemplificar, é a distância das estrelas que estão longínquas demais para que se possa medir a sua paralaxe trigonométrica. O processo que usa o diagrama HR para determinação de distâncias chama-se *paralaxe espectroscópica*⁷³. Simplificadamente, ele pode ser executado através dos seguintes passos:

- Mede-se por fotometria a magnitude aparente m da estrela cuja distância se quer determinar.
- Por espectroscopia, determina-se o tipo espectral da estrela e a sua classe de luminosidade. Alternativamente, pode-se usar o índice de cor (B-V).

⁷³ Um nome por sinal bastante infeliz, pois o processo nada tem a ver com a definição de paralaxe, mas que é mantido por tradição.

- Com o tipo espectral e a classe de luminosidade, plota-se a posição da estrela em um diagrama HR padrão (de calibração). Obtém-se assim a luminosidade da estrela e/ou sua magnitude absoluta **M**.
- Com as magnitudes aparente **m** e absoluta **M** conhecidas, basta aplicar a equação do módulo de distância (Capítulo 5, item 5.6) para calcular a distância da estrela em parsecs.

A paralaxe espectroscópica nos permite calcular a distância de estrelas com precisão até cerca de 10 kpc (10 kiloparsecs), muito superior à da paralaxe trigonométrica, mas ainda insuficiente para cobrir todas as distâncias dentro de nossa Galáxia, que tem 30 kpc de diâmetro (KEPLER; SARAIVA, 2000). Acima desse valor, prefere-se o uso de outros métodos, como a relação período-luminosidade das estrelas Cefeidas, que será vista no último capítulo deste trabalho.

Outro uso importante do diagrama HR é a determinação de idades de aglomerados estelares (abertos e globulares). Isso nos permite, por exemplo, mapear a Galáxia e estudar sua evolução temporal. O processo para determinar a idade de um aglomerado, criado em 1955 por Allan Sandage, passa por construir seu diagrama HR e procurar identificar o ponto em que, no seu processo evolutivo, a estrela deixa a sequência principal (denominado *turnoff point*). Ver Figura 7.10.

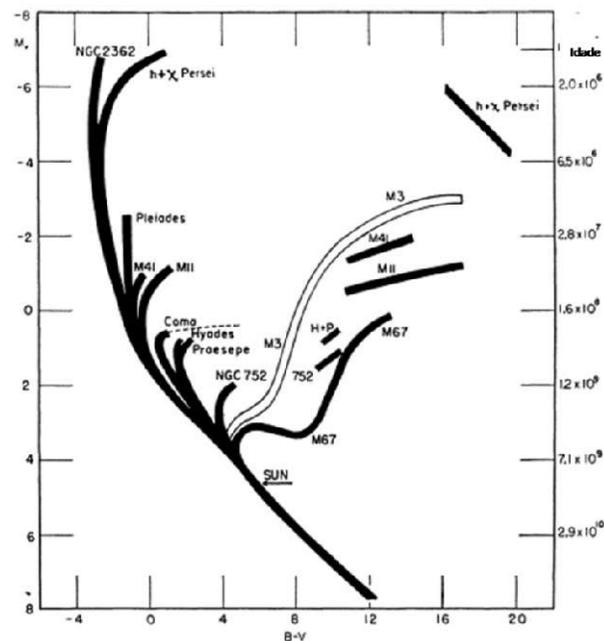


Figura 7.10 – Diagrama HR esquemático original de Allan Sandage indicando a idade de diversos aglomerados estelares. (Crédito: SANDAGE, 1956.)

A título de exemplo daquilo que pode ser feito em pesquisas nesse campo, na Figura 7.11 é visto o diagrama HR do aglomerado globular NGC 6642, feito no Observatório SOAR (Southern Astrophysical Research Telescope), no qual o Brasil tem participação e que se situa em Cerro Pachón, no Chile. Esta pesquisa foi feita por pesquisadores brasileiros e italianos (BARBUY et al., 2006); o diagrama indicou, entre outras conclusões, que o aglomerado se encontra a uma distância de cerca de 7.200 pc do Sol e a apenas 1.700 pc do centro da Via Láctea (o que significa que ele pertence ao bojo central da nossa Galáxia), e ainda que a sua idade é da ordem de 13,5 bilhões de anos – o que o coloca como um dos objetos mais antigos da Galáxia.

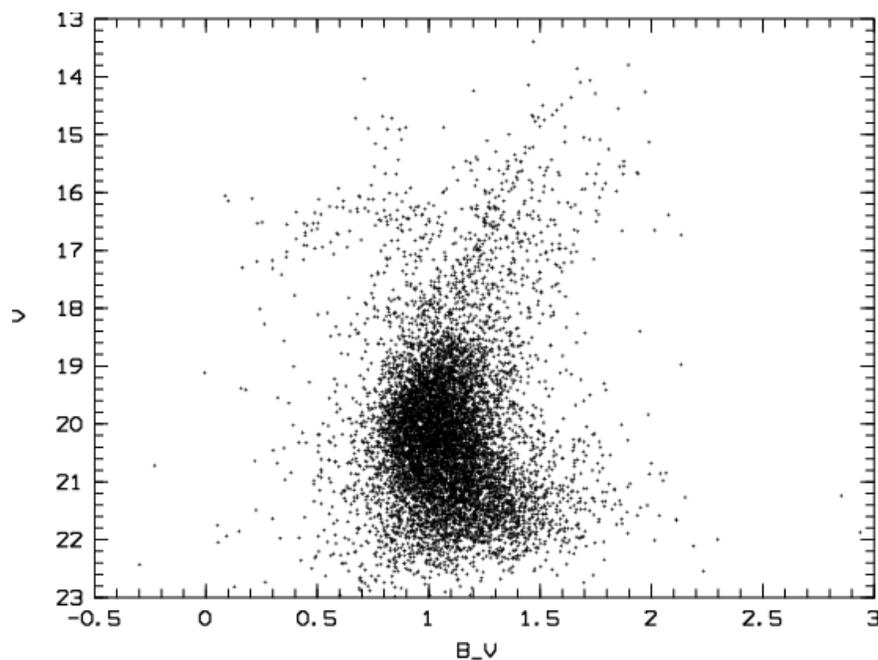


Figura 7.11 – Diagrama HR do aglomerado globular NGC 6642. (Crédito: BARBUY et al., 2006.)

Entre as inúmeras outras aplicações do diagrama HR estão a análise da evolução e da distribuição das populações estelares na Via Láctea e em outras galáxias, o estudo de estrelas variáveis, a análise das distribuições dos raios e das massas estelares e uma série infindável de outros usos, mas – talvez o mais importante – o estudo da evolução das estrelas (e em consequência da Via Láctea, das outras galáxias e do próprio Universo). Algumas dessas aplicações serão mencionadas nos próximos capítulos. Por ora, é suficiente esta primeira apresentação dessa fantástica ferramenta com que Ejnar Hertzsprung e Henry Norris Russell nos presentearam.

7.3 Atividades sugeridas (para professores)

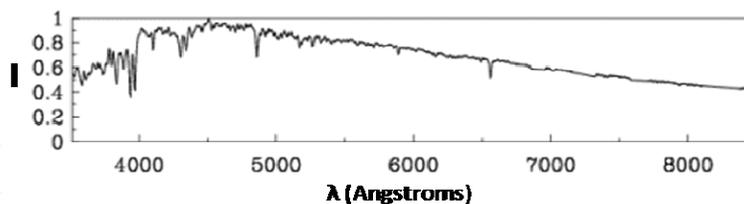
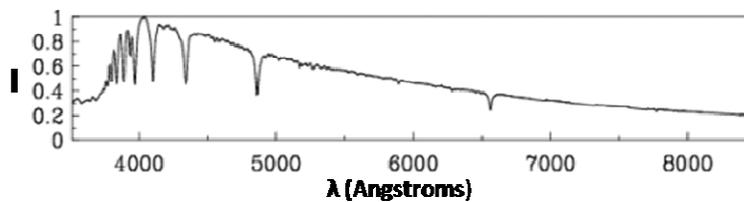
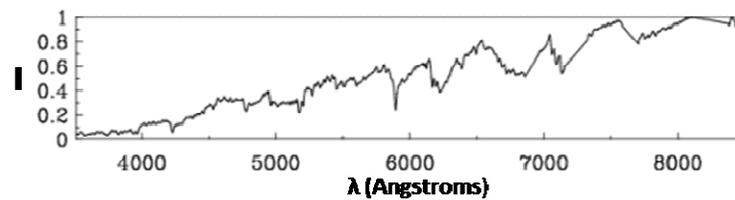
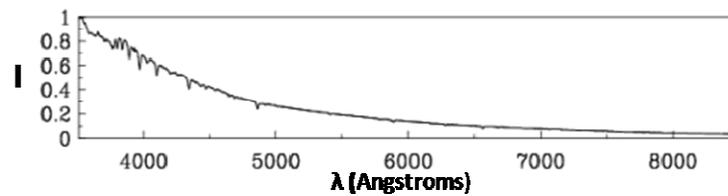
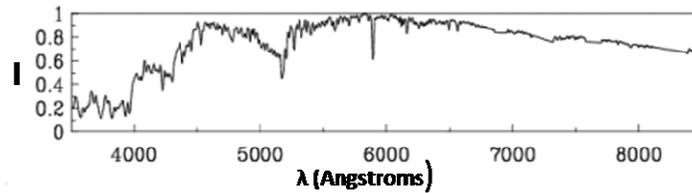
Questões sobre a classificação espectral:

- Na tabela abaixo, estão listadas as dez estrelas mais brilhantes que podemos observar no céu noturno, e mais o nosso Sol. Para cada estrela são dados: a magnitude absoluta (M), a magnitude aparente (V), o tipo espectral e o índice de cor (B-V).

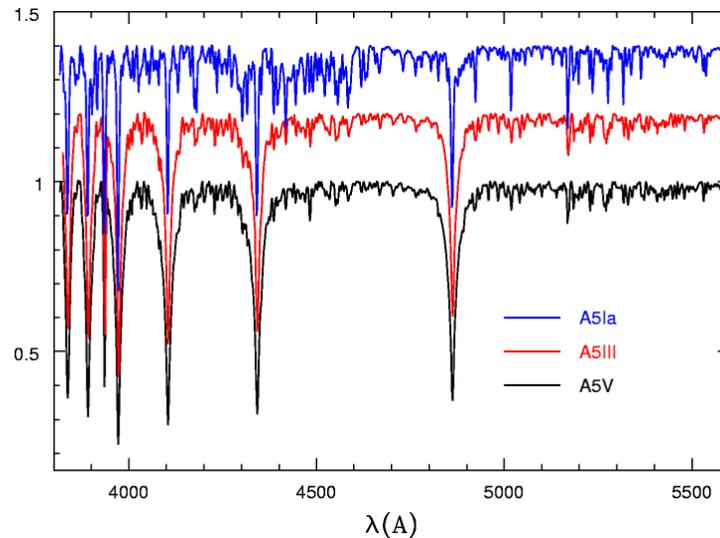
	Nome	M	V	Tipo espectral	(B-V)
.	Sol	+4,8	-26,72	G2 V	0,7
1	Sirius	+1,4	-1,46	A1 V	0,00
2	Canopus	-5,6	-0,72	F0 Ib	0,16
3	Alfa Centauri	+4,4	-0,27	G2 V	0,7
4	Arcturus	-0,4	-0,04	K2 III	1,23
5	Vega	+0,5	+0,03	A0 V	0,00
6	Capella	-0,5	+0,08	G2 III	0,79
7	Rigel	-7,2	+0,12	B8 Ia	-0,03
8	Procyon	+2,6	+0,38	F5 IV	0,41
9	Achernar	-2,7	+0,46	B5 IV	-0,18
10	Betelgeuse	-5,7	+0,50	M2 I	1,86

1. Liste essas estrelas em ordem crescente de temperatura.
2. Liste-as em ordem crescente de luminosidade.
3. Quais dentre elas são estrelas supergigantes?
4. Quais são gigantes? Quais as da sequência principal?
5. Qual a estrela mais semelhante ao nosso Sol?

- (Adaptado de Spectral Classes Lab, University of New Mexico): Abaixo estão cinco gráficos com trechos de espectros de estrelas, vistos na mesma escala da Figura 7.1 deste capítulo. Usando essa figura como referência, localize o tipo espectral mais próximo de cada gráfico e classifique cada estrela segundo o sistema de Harvard.



- (Adaptado de RICHMOND, 2013.) Na figura abaixo, são vistas três estrelas cujas classes espectrais estão indicadas. Uma delas é uma supergigante. Qual delas? Você poderia chegar à mesma conclusão sem olhar as legendas? De que forma?



Questões sobre o diagrama HR:

- Este tópico contém várias questões conceituais interessantes. Sugerimos escolher algumas das listadas abaixo, conforme o tempo disponível, para discussões em classe:
 - Em uma amostra estatisticamente significativa das estrelas da Galáxia, a sequência principal costuma conter cerca de 90% da população total de estrelas. Como se explicaria isso, num contexto estatístico? Por que razões vemos uma proporção tão grande de estrelas na sequência principal?
 - O que aconteceria com o diagrama da Figura 7.5, se tivéssemos escolhido representar as mil estrelas mais brilhantes do céu, em vez de apenas cem?
 - Uma hipótese que poderíamos imaginar ao observar o diagrama da Figura 7.6 é que as estrelas menores e frias são muito mais abundantes que as quentes e massivas. Qual a sua opinião – isso seria correto ou não?
- Uma excelente simulação do diagrama HR feita pelo NAAP (Nebraska Astronomy Applet Project) pode ser encontrada no link <http://astro.unl.edu/naap/hr/hr.html>. Nela, o cursor (o “x” vermelho) representa uma estrela qualquer, cuja temperatura e luminosidade são mostradas no painel “Cursor Properties”. Arraste o cursor para várias posições do diagrama HR e verifique o que acontece com o tamanho, a cor, a temperatura e a luminosidade da estrela em cada posição. Você pode também variar as legendas dos dois eixos e habilitar mais estrelas no diagrama HR. Boa diversão!

- A tabela a seguir relaciona cinquenta das estrelas mais brilhantes que podemos observar no céu. Para cada estrela, são dados o nome, a magnitude absoluta (M_V), a temperatura efetiva (T) e o Tipo espectral.

Estrela	M_V	T (K)	Tipo	Estrela	M_V	T (K)	Tipo
1. Sol	4,8	5840	G2	26. Sirius A	1,4	9620	A1
2. Canopus	-5,6	7400	F0	27. Arcturus	-0,4	4590	K2
3. Alfa Centauri A	4,3	5840	G2	28. Vega	0,5	9900	A0
4. Capella	-0,5	5150	G8	29. Rigel	-7,2	12140	B8
5. Procyon A	2,6	6580	F5	30. Betelgeuse	-5,7	3200	M2
6. Achernar	-2,7	20500	B3	31. Saiph	-6,1	26500	B1
7. Altair	2,2	8060	A7	32. Aldebaran	-0,8	4130	K5
8. Spica	-3,4	25500	B1	33. Antares	-5,2	3340	M1
9. Fomalhaut	2,0	9060	A3	34. Pollux	1,0	4900	K0
10. Deneb	-7,2	9340	A2	35. Beta Crucis	-3,4	28000	B0
11. Regulus	-0,8	13260	B7	36. Alfa Crucis A	-4,0	28000	B0
12. Adhara	-4	23000	B2	37. Shaula	-3,4	25500	B1
13. Bellatrix	-2,7	23000	B2	38. Castor	1,2	9620	A1
14. Gama Crucis	-0,5	3750	M3	39. Beta Centauri	-5,1	25500	B1
15. Alfa Centauri B	5,8	4730	K1	40. Al Na'ir	-1,1	15550	B5
16. Miaplacidus	-2,0	9300	A0	41. Elnath	-1,6	12400	B7
17. Alnilam	-6,2	26950	B0	42. Mirfak	-4,6	7700	F5
18. Alnitak	-5,9	33600	O9	43. Dubhe	0,2	4900	K0
19. Alioth	0,4	9900	A0	44. Alfa Pavonis	-2,3	20500	B3
20. Kaus Australis	-1,4	11000	B9	45. Theta Scorpis	-2,7	7400	F0
21. Atria	-3,6	4590	K2	46. Alkaid	-1,7	20500	B3
22. Alfa Crucis B	-3,3	20500	B3	47. Avior	-4,6	4900	K0
23. Mintaka	-5,4	31000	O9	48. Alhena	0,0	9900	A0
24. Menkalinan	0,6	9340	A2	49. Polaris	-4,6	6100	F8
25. Mirzam	-4,8	25500	B1	50. Delta Velorum	0,6	9900	A0

Com base nas propriedades listadas na tabela:

1. Construir o diagrama HR dessas estrelas, usando as magnitudes absolutas e as temperaturas dadas na tabela. Não é necessária grande precisão, mas sugerimos o uso de papel milimetrado ou quadriculado para facilitar a construção do gráfico. Identificar as estrelas no diagrama pelos seus números de ordem ou pelos seus nomes.
2. Identifique três estrelas azuis ou azuladas, três amarelas e três vermelhas.
3. As classes de luminosidade não estão listadas na tabela. Porém, seria possível, com base no seu diagrama, identificar quais são as estrelas da sequência principal e quais são as gigantes ou supergigantes? De que forma?
4. Calcule a luminosidade de Antares e de Rigel em relação ao Sol.
5. Sabendo-se que as magnitudes aparentes de Spica e Vega são respectivamente de 1,0 e 0,0, calcule as suas distâncias ao Sol.
6. Mintaka, Alnilam e Alnitak são as “Três Marias”. Suas magnitudes aparentes são 2,25, 1,68 e 1,74 respectivamente. Qual a mais próxima da Terra?
7. Quais as estrelas da tabela que possuem linhas de HI mais fortes? Por quê?

Exercícios CLEA

Caso o professor deseje aprofundar de fato todos os conhecimentos vistos até aqui, recomendamos vivamente realizar com seus alunos duas “práticas virtuais de laboratório” do projeto CLEA (Contemporary Laboratory Experiences in Astronomy). Trata-se de simulações extremamente realistas e didáticas desenvolvidas pelo Departamento de Física do Gettysburg College, dos Estados Unidos, com apoio da National Science Foundation e da NASA. Eles têm sido usados em todo o mundo para treinamento de alunos de graduação e mesmo pós-graduação em Astronomia, bem como no ensino não-formal regular, e estão plenamente ao alcance dos alunos do Ensino Médio.

Os alunos poderão obter gratuitamente pela internet os softwares para realizar os exercícios, as instruções de instalação e operação e um manual explicativo contendo as tarefas para cada prática (há também um manual para o professor). Realizando essas práticas, os alunos aprenderão as técnicas básicas de fotometria e espectroscopia, a reconhecer os distintos tipos de espectros estelares, a construir diagramas HR e a usá-los para aplicações semelhantes às que são usadas em pesquisas astronômicas reais, como o cálculo da distância de um aglomerado estelar.

O autor tem utilizado os softwares do projeto CLEA com seus próprios alunos desde 2005 em cursos semestrais do ensino não-formal, ministrados a centenas de interessados que trabalham profissionalmente em diversas áreas distintas, porém têm em comum o interesse pela Astronomia Observacional. Os resultados têm sido

consistentemente excelentes, tanto do ponto de vista motivacional como de absorção dos conceitos vistos nas aulas expositivas. Além disso, as práticas CLEA são muito úteis para preparar os alunos para uma fase seguinte deste nosso projeto de ensino, que é a operação real de um telescópio automatizado com seus respectivos detectores para a realização de projetos reais em Astronomia Observacional. Em suma, trata-se de “hands-on astronomy” da melhor qualidade!

Os programas CLEA foram desenhados para ambiente Windows e estão disponíveis no link <<http://www3.gettysburg.edu/~marschal/clea/cleahome.html>>. Serão necessários computadores com plataformas Windows XP ou posterior para executá-los. O website do projeto disponibiliza dezesseis projetos no total. Sugerimos baixar o “pacote” VIREO (Virtual Educational Observatory), que reúne sete interessantes projetos sobre Astrofísica Estelar. Dentre eles, recomendamos especialmente dois projetos:

Photoelectric Photometry of the Pleiades: este programa coloca o aluno no controle de um telescópio virtual robótico, no qual ele poderá executar medições fotométricas das magnitudes de dezenas de estrelas do aglomerado estelar das Plêiades, usando um fotômetro fotoelétrico dotado de filtros U, B e V. A partir das suas próprias medidas, o aluno poderá construir um diagrama HR para determinar a distância do aglomerado.

The Classification of Stellar Spectra: este programa permite inicialmente ao aluno se familiarizar com o processo de classificação de espectros estelares e com as respectivas linhas espectrais mais importantes em cada tipo. Numa segunda parte, ele coloca o aluno no controle de um telescópio e de um espectroscópio simulado, com os quais ele poderá fazer a aquisição dos espectros de até 200 estrelas e classificá-los. A partir dos espectros e das magnitudes medidas, ele aprenderá a usar a técnica da paralaxe espectroscópica para derivar a distância de várias estrelas.

Cada um desses dois exercícios terá tipicamente a duração de cerca de quatro horas. Em nossa própria experiência, os resultados mais produtivos do ponto de vista didático são obtidos quando cada exercício é dividido em duas partes distintas com duração de cerca de duas horas cada. Recomenda-se também que os alunos executem cada exercício em grupos de quatro a cinco membros, o que, além de mais prazeroso e de estimular as discussões, dará margem a que cada um possa exercer sua criatividade e seu bom senso, o que será essencial para que os exercícios sejam completados com sucesso.

A orientação do professor será importante para que os alunos aproveitem ao máximo as muitas possibilidades desses dois exercícios. Para facilitar seu trabalho, estamos disponibilizando nos Anexos, ao fim deste trabalho, versões traduzidas para o português de ambos os exercícios, divididos em duas partes cada. Todas foram testadas ao longo de muitos anos com alunos de nível equivalente ao Ensino Médio e/ou Superior. Boa sorte!

Referências bibliográficas para o Capítulo 7

BARBUY, B. et al. SOAR BVI photometry of the metal-poor bulge globular cluster NGC 6642. *Astronomy and Astrophysics*, v. 449:3, p. 1019-24, 2006. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2006A%26A...449.1019B>>. Acesso em: 13 de junho de 2017.

CANNON, A.J. The Henry Draper Memorial. *Journal of the Royal Astronomical Society of Canada*, v. 9, p. 203-15, 1915. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1915JRASC...9..203C>>. Acesso em: 6 de junho de 2017.

CORTIE, A.L. Sir Norman Lockyer, 1836-1920. *Astrophysical Journal*, v. 53, p. 233-48, 1921. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1921ApJ....53..233C>>. Acesso em: 7 de junho de 2017.

COX, A.N. (ed.), *Allen's astrophysical quantities*. Section 15.2 (Spectral classification), p. 383-4. New York: Springer-Verlag, 1999.

FROST, E.B. Hermann Carl Vogel. *Astrophysical Journal*, v. 27, p. 1-11, 1908. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1908ApJ....27....1F>>. Acesso em: 7 de junho de 2017.

GINGERICH, O. The critical importance of Russell's diagram. arXiv:1302.0862v1, 2013. Disponível em: <<https://arxiv.org/abs/1302.0862v1>>. Acesso em: 12 de junho de 2017.

GRAY, R.O.; CORBALLY, C.J. *Stellar spectral classification*. New Jersey: Princeton University Press, p. 1-31, 2009.

HERTZSPRUNG, E. Über die Sterne der Unterabteilungen c und ac nach der Spektralklassifikation von Antonia C. Maury. *Astronomische Nachrichten*, v. 179:24, p. 373, 1908. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1909AN....179..373H>>. Acesso em: 12 de junho de 2017.

HERTZSPRUNG, E. Über die Verwendung Photographischer Effektiver Wellenlaengen zur Bestimmung von Farbaequivalenten. *Publikationen des Astrophysikalischen Observatoriums zu Potsdam*, v. 22:1, 1911.

HOFFLEIT, D. Pioneering women in the spectral classification of stars. *Physics in Perspective*, v. 4, issue 4, p. 370-98, 2002. Disponível em: <<http://web.science.mq.edu.au/~orsola/MQTeaching/ASTR377/Hoffleit.pdf>>. Acesso em: 8 de junho de 2017.

JACOBY, G.H.; HUNTER, D.A.; CHRISTIAN, C.A. A library of stellar spectra. *Astrophysical Journal Supplement Series*, v. 56, p. 257-81, 1984. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1984ApJS...56..257J>>. Acesso em: 6 de junho de 2017.

JASCHEK, C.; JASCHEK, M. *The classification of stars*. Cambridge: Cambridge University Press, 1987.

KALER, J.B. *Stars and their spectra*. Cambridge: Cambridge University Press, p. 60-83, 2nd ed., 1997.

KALIRAI, J.S.; RICHER, H.B. Star clusters as laboratories for stellar and dynamical evolution. *Philosophical Transactions of the Royal Society*, v. 368, p. 755-82, 2010. Disponível em: <<http://rsta.royalsocietypublishing.org/content/368/1913/755.article-info>>. Acesso em: 13 de junho de 2017.

KEENAN, P. The MK classification and its calibration. In: *Calibration of Fundamental Stellar Quantities. Proceedings of the IAU Symposium, Como, Italy, May 24-29, 1984*. Dordrecht: D. Reidel Publishing Co., p. 121-35, 1985. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1985IAUS..111..121K>>. Acesso em: 11 de junho de 2017.

KEPLER, S.O.; SARAIVA, M.F.O. *Astronomia e Astrofísica*. Porto Alegre: Editora da UFRGS, 1^a ed., p. 441, 2000. Uma versão digital, atualizada em 2013, está disponível em: <<http://astro.if.ufrgs.br/index.htm>>. Acesso em: 14 de junho de 2017.

KIRKPATRICK, J.D. et al. Dwarfs cooler than "M": the definition of spectral type "L" using discoveries from the 2-Micron All-Sky Survey (2MASS). *Astrophysical Journal*, v. 519, p. 802-33, 1999. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1999ApJ...519..802K>>. Acesso em: 9 de junho de 2017.

LEBLANC, F. *An introduction to Stellar Astrophysics*. London: John Wiley and Sons, Ltd., p. 25, 2010.

MAURY, A.; PICKERING, E.C. Spectra of bright stars photographed with the 11-inch Draper Telescope as part of the Henry Draper Memorial. *Annals of Harvard College Observatory*, v. 28, p. 1-128, 1897. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1897AnHar..28....1M>>. Acesso em: 8 de junho de 2017.

MCCARTHY, M.F. Fr. Secchi and stellar spectra. *Popular Astronomy*, v. 58, p. 153-68, 1950. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1950PA.....58..153M>>. Acesso em: 5 de junho de 2017.

ONDRA, L. The first Hertzsprung-Russell diagram. 2000. Disponível em: <<http://www.leosondra.cz/en/first-hr-diagram/>>. Acesso em: 12 de junho de 2017.

PAYNE-GAPOSCHKIN, C. The dyer's hand: an autobiography, 1979. In: HARAMUNDANIS, K. (ed.), *Cecilia Payne-Gaposchkin*. Cambridge: Cambridge University Press, 2nd ed., p. 144-72, 1996.

PICKERING, E.C. The Draper Catalogue of Stellar Spectra. *Annals of the Astronomical Observatory of Harvard College*, v. 27. Cambridge: John Wilson and Son, 1890. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1890AnHar..27....1P>>. Acesso em: 6 de junho de 2017.

POWELL, R. An atlas of the Universe. Julho de 2006. Disponível em: <<http://www.atlasoftheuniverse.com/index.html>>. Acesso em: 13 de junho de 2017.

RICHMOND, M. How can we distinguish giants from dwarfs? Notas de aula. Physics 301, Rochester Institute of Technology, 2013. Disponível em: <<http://spiff.rit.edu/richmond/asras/giant/giant.html>>. Acesso em: 13 de junho de 2017.

RIGGE, W.F. Father Angelo Secchi. *Popular Astronomy*, v. 26, p. 593, 1918. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1918PA.....26..589R>>. Acesso em: 5 de junho de 2017.

ROSENBERG, H. Über den Zusammenhang von Helligkeit und Spektraltypus in den Plejaden. *Astronomische Nachrichten*, v. 186, n. 5, p. 71, 1910. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1910AN....186...71R>>. Acesso em: 9 de junho de 2017.

RUSSELL, H.N. Relations between the spectra and other characteristics of the stars. *Popular Astronomy*, v. 22, p. 275-94, 1914. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1914PA.....22..275R>>. Acesso em: 8 de junho de 2017.

SANDAGE, A. The systematics of color-magnitude diagrams and stellar evolution. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 68, n. 405, p. 498, 1956. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1956PASP...68..498S>>. Acesso em: 9 de junho de 2017.

STROBEL, N. Astronomy notes. 2013. Disponível em: <<http://www.astronomynotes.com/>>. Acesso em: 12 de junho de 2017.

THEIS, C. et al. An expelled Jewish astronomer: Hans Rosenberg. *Astronomische Gesellschaft Abstract Series*, n. 12, p. 127, 1996. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1996AGAb...12..127T>>. Acesso em: 12 de junho de 2017.

%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%

Guia de estudos “Astrofísica Estelar para o Ensino Médio”

Capítulo 8 – As vidas das estrelas: noções de evolução estelar

8.1 Introdução. “Laboratórios” de evolução estelar

A expectativa de vida do ser humano é um intervalo de tempo insignificante quando comparado às escalas temporais de milhões ou bilhões de anos que tipicamente as estrelas necessitam para completarem seus ciclos evolutivos: seria uma espetacular perda de tempo tentarmos acompanhar a evolução de uma estrela individualmente ao longo de nossas vidas. E, no entanto, sabemos hoje que elas não são imutáveis: muito ao contrário, todas elas estão em um contínuo processo de transformações – desde sua formação a partir do gás e poeira existentes no meio interestelar, passando por uma longa fase de maturidade, até o desfecho final em que terminarão seus dias (de uma forma que pode ser violenta ou relativamente tranquila), devolvendo ao espaço interestelar a matéria de que eram constituídas – que por sua vez irá formar uma nova e enriquecida geração de estrelas. É a esse ciclo que chamamos “evolução estelar”.

É evidente que precisamos de outra estratégia melhor para estudar a vida das estrelas; esta só veio a partir do século XX, em que se tornaram disponíveis aos astrônomos algumas novas e importantes ferramentas. Já vimos duas delas: a espectroscopia e o diagrama HR. Outras vieram com a tecnologia: telescópios maiores, detectores mais sensíveis e a capacidade computacional adequada para produzir modelos matemáticos que simulem as possíveis mudanças que estejam ocorrendo nas estruturas estelares.

Mas modelos teóricos sem comprovação experimental são praticamente inúteis: eles precisarão ser testados exaustivamente para verificar sua efetividade. Para isso, é necessário reunir dados observacionais sobre uma imensa e diversificada amostra de estrelas, que seja estatisticamente significativa e que abranja todas as diferentes etapas de sua evolução temporal. Se estudarmos um grande número delas e construirmos seus diagramas HR, notaremos que, à medida que elas evoluem, a sua posição no diagrama se altera; a partir daí, pode-se avaliar se as trajetórias evolutivas observadas correspondem ou não ao que foi previsto pelas teorias. Para adquirir essa base experimental, uma boa estratégia é observar certos “laboratórios estelares”: conjuntos de objetos ou regiões onde o processo de evolução esteja se dando de forma dinâmica, situados a distâncias conhecidas. Aglomerados estelares, desde a época da concepção dos diagramas HR, são considerados bons laboratórios cósmicos (pois todas as suas estrelas estão à mesma distância de nós e nasceram da mesma nuvem-mãe – ou seja, sua composição química inicial era a mesma). Que tal então se pudéssemos observar uma região que contenha muitos desses aglomerados – e mais uma série de outros objetos em várias fases evolutivas, todos à mesma distância?

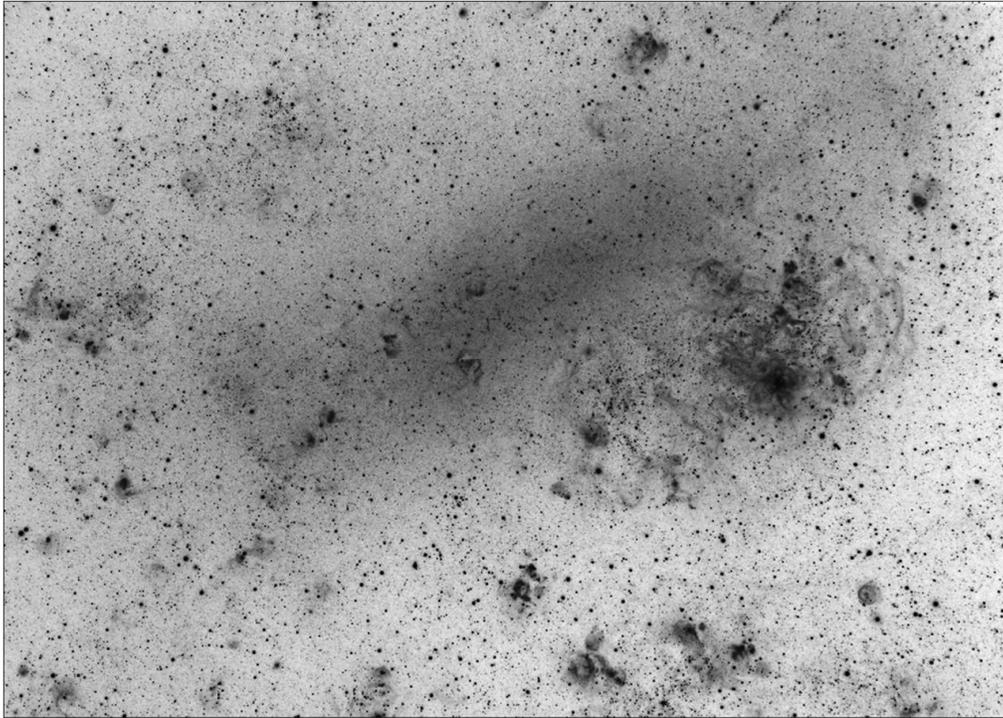


Figura 8.1 – Um “laboratório estelar”: a Grande Nuvem de Magalhães, galáxia satélite da Via Láctea. O complexo 30 Doradus se encontra à direita do centro. (Crédito: Pedro Ré.)

A Figura 8.1 mostra a Grande Nuvem de Magalhães (GNM), uma galáxia satélite da Via Láctea, que é talvez o mais extraordinário “laboratório” para o estudo da evolução estelar de que dispomos. Assim como a sua “irmã menor” (a Pequena Nuvem de Magalhães), a GNM é um objeto do Hemisfério Celeste Sul (declinação cerca de -70°), o que a torna praticamente inacessível aos astrônomos situados em latitudes ao norte do equador. Por isso mesmo, apesar de ser conhecida há milênios por antigas culturas que habitavam a África (WARNER, 1996) e a Oceania (ORCHISTON, 1996), ambas no Hemisfério Sul, onde ela pode ser vista com facilidade a olho nu em céus escuros, a GNM era totalmente desconhecida pelos europeus até a época das grandes navegações. Só no século XVI ela seria descrita nos diários de bordo de Fernão de Magalhães (1519), de quem ela herdaria o nome.

Em WESTERLUND (1996) encontra-se uma série de motivos que explicam a utilização da GNM como um laboratório preferencial para o estudo da evolução das estrelas:

- Ela se encontra à distância perfeitamente conhecida de 50 kiloparsecs (ou 163 mil anos-luz). Lembramos que, uma vez conhecida a distância, as magnitudes absolutas e as luminosidades intrínsecas de todos os objetos da GNM são facilmente calculáveis pela equação do módulo de distância.

- Com um diâmetro de cerca de 4,3 kpc (ou 14 mil anos-luz) e massa da ordem de 10^{10} massas solares, ela é a quarta maior galáxia de todo o Grupo Local de galáxias⁷⁴ – e a terceira mais próxima de nós.
- Com um conteúdo estelar de bilhões de estrelas e muito rica em gás e poeira (“matérias-primas” para gerar novas estrelas), a GNM possui uma atividade de formação de estrelas extremamente dinâmica e vigorosa. No seu interior, encontra-se o complexo de 30 Doradus (também conhecido como “Nebulosa da Tarântula”), que é a maior e mais ativa região de formação estelar em todo o Grupo Local, abrigando em seu centro o aglomerado R136, que contém as estrelas mais massivas conhecidas atualmente (CROWTHER et al., 2010).
- A diversidade da população estelar e de outros objetos encontrada na GNM é impressionante: mais de 1700 aglomerados abertos, 270 nebulosas planetárias, 60 aglomerados globulares⁷⁵, restos de explosões de supernovas, fontes de raios-X, estrelas variáveis de múltiplos tipos, estrelas gigantes e supergigantes azuis, supergigantes vermelhas, estrelas Wolf-Rayet, estrelas de carbono, protoestrelas, e assim por diante. As idades desses objetos variam desde poucos milhões de anos (para as estrelas recém-formadas) até mais de dez bilhões de anos (para os aglomerados globulares mais antigos).
- A GNM abriga ainda os remanescentes da supernova 1987A, a mais brilhante supernova observada nos últimos 400 anos, cuja explosão em 1987 foi considerada por muitos o evento astrofísico mais importante do século XX.

Por tudo isso, a GNM é um verdadeiro tesouro de informações sobre a evolução das estrelas, ainda muito longe de ser esgotado. Se pudéssemos traçar um paralelo com as ciências biológicas, ela seria como um imenso parque zoológico no qual pudéssemos encontrar ao mesmo tempo todas as espécies animais existentes na Terra, em todas as idades e estágios de vida – e mais os fósseis de outros que há muito estão extintos.

8.2 Formação das estrelas

8.2.1 A Galáxia e as nuvens interestelares

As estrelas se formam a partir de nuvens de gás e poeira existentes no meio interestelar, a partir de mecanismos de contração gravitacional. Esses processos se dão – ou se deram no passado – na nossa Galáxia (a Via Láctea) e em todas as demais. Nas galáxias espirais como a nossa, ou nas galáxias irregulares, a formação de estrelas

⁷⁴ Chama-se “Grupo Local” ao conjunto de galáxias mais próximas da Via Láctea. São mais de 35 galáxias em uma região de oito milhões de anos-luz de diâmetro. Além da Via Láctea, as maiores galáxias do Grupo Local são M31 (galáxia de Andrômeda) e M33 (galáxia do Triângulo); no entanto, embora ambas sejam maiores que a GNM, elas estão cerca de 15 vezes mais distantes (VAN DEN BERGH, 2000).

⁷⁵ É interessante notar que, além dos aglomerados globulares “normais” (HODGE, 1960) na GNM foram descobertos também *aglomerados globulares jovens* – um tipo de objeto que até hoje nunca foi observado na Via Láctea (HODGE, 1961).

ocorre mais intensamente; já nas galáxias elípticas, o processo de formação estelar foi muito mais dinâmico no passado remoto, sendo hoje quase inexistente.

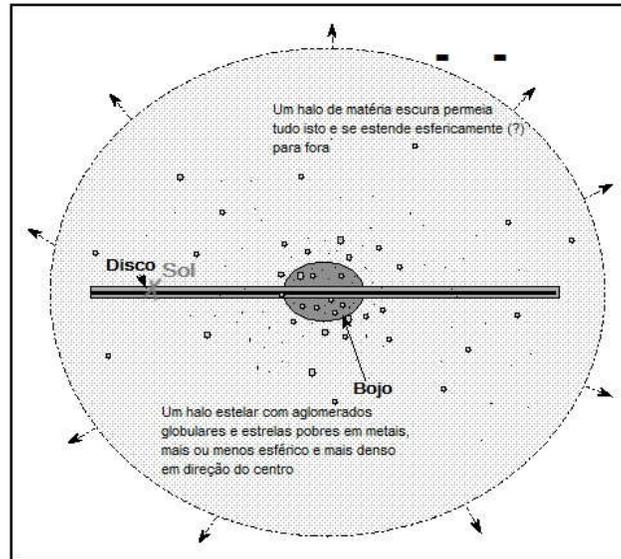


Figura 8.2 – Desenho esquemático da Via Láctea, vista de perfil. (Crédito: STROBEL, 2013.)

Nossa Galáxia possui uma massa total da ordem de 10^{11} massas solares⁷⁶, distribuídas de forma análoga à da maioria das galáxias espirais barradas do seu tipo (ver Figura 8.2). No centro, encontra-se uma região na forma de um elipsoide alongado a que denominamos *bojo*, com um “raio” de 1 a 2 kiloparsecs⁷⁷ e em cujo centro existe um buraco negro supermassivo com uma massa estimada em torno de 4 a 5 milhões de massas solares. A massa do bojo equivale a menos de 10% da massa total da Galáxia. Circundando-o existe um disco circular, com raio da ordem de 15 a 20 kiloparsecs e espessura em torno de 300 parsecs (na componente mais fina do disco) a 1 kiloparsec (na componente espessa). As proporções são semelhantes às dos discos de vinil usados em gravações musicais. Em um dos braços espirais do disco (o pequeno braço de Orion, entre os braços maiores de Perseus e Carina-Sagitário) encontra-se o Sol, a cerca de 8 kiloparsecs do centro galáctico. O disco contém mais de 90% das estrelas da Galáxia e praticamente todo (98%) o material interestelar (essencialmente gás e poeira) que existe nela. Um halo esférico, com raio entre 20 e 30 kiloparsecs, envolve o conjunto do bojo e do disco. Praticamente não existe gás nem poeira no halo; nele encontramos estrelas isoladas e também a maior parte dos aglomerados globulares da Via Láctea (os restantes estão no bojo).

⁷⁶ Esse valor corresponde à massa contida na órbita do Sol em torno do centro Galáctico. Em 2017, uma nova pesquisa indicou que a massa total da Galáxia contida em um raio de 125 kpc seria de $4,8 \times 10^{11}$ massas solares (EADIE ET AL, 2017).

⁷⁷ Admite-se hoje que a Via Láctea seja uma galáxia espiral barrada (dotada de uma estrutura em forma de barra, constituída por estrelas e que se estende desde o bojo até os braços espirais).

Recentemente, os estudos da curva de rotação da Galáxia indicaram a presença de um halo de *matéria escura* ao redor de todo esse conjunto – estendendo-se possivelmente até pelo menos 60 a 80 kpc. Até o momento, permanece incerta a composição dessa matéria escura; alguns dos possíveis candidatos são partículas massivas de baixa interação (WIMPs), neutrinos e certos objetos compactos massivos, como estrelas de nêutrons antigas ou buracos negros (SCHNEIDER, 2010).

A distribuição das idades das estrelas da Galáxia, bem como a de suas metalicidades (abundância de elementos químicos mais pesados que hidrogênio e hélio), nos fornece importantes informações para o estudo da formação e evolução da Galáxia. No bojo e no halo, encontram-se estrelas muito antigas (da chamada *População II*), que datam da época da formação da Via Láctea, provavelmente doze ou treze bilhões de anos atrás. Isto inclui os aglomerados globulares. No disco, ao contrário, a maioria das estrelas é relativamente jovem – fato decorrente de formação estelar recente, concentrada nessa região em razão da presença do gás e poeira que formam a matéria interestelar. Essas são as estrelas da *População I*.

Aproximadamente 90% da massa da Via Láctea (sem considerar a matéria escura) é constituída de estrelas. Os restantes 10% correspondem à matéria difusa entre elas – o chamado *meio interestelar*. Fazem parte do meio interestelar as nuvens de gás e poeira, constituídas de átomos de hidrogênio neutro; de hidrogênio ionizado (nas nuvens mais quentes); de moléculas de hidrogênio (nas nuvens mais frias); de grãos de poeira (carbono e silício); e finalmente de moléculas – algumas delas bastante complexas – formadas por átomos de carbono, hidrogênio, oxigênio e nitrogênio.

Existem basicamente três tipos de nuvens no meio interestelar: as de hidrogênio neutro, também chamadas de *regiões HI*; as de hidrogênio ionizado pela radiação ultravioleta proveniente de estrelas quentes e massivas nas proximidades, também chamadas de *regiões HII*; e nuvens escuras e frias, também chamadas *nuvens moleculares*. Em particular, pode-se observar que a formação de estrelas está associada basicamente às nuvens moleculares. O processo dinâmico que envolve a transformação da matéria das nuvens interestelares em estrelas é exatamente a formação estelar.

8.2.2 A “infância”: da nuvem primordial à protoestrela

Todo esse processo ocorre através de uma série de fragmentações, partindo de uma nuvem interestelar difusa no interior da galáxia (ver Figura 8.3). Esta é tipicamente uma nuvem de HI com massa da ordem de pelo menos 10^5 massas solares e densidade em torno de 10^{-23} g/cm³. A primeira subdivisão é da própria nuvem de HI: seus fragmentos em contração irão gerar *nuvens moleculares*, com massas típicas de 10^2 a 10^4 massas solares e densidade de 10^{-20} g/cm³ (MACIEL, 1999). As nuvens moleculares, por sua vez, também se fragmentarão e se contrairão gravitacionalmente a partir de suas regiões mais densas até atingirem o estágio seguinte, que chamamos de

protoestrelas. As *protoestrelas* possuem tipicamente massas de 10^{-2} a 10^2 massas solares e densidades de 10^{-12} g/cm³. Como detalharemos adiante, é a partir delas, através do mesmo processo de colapso gravitacional, que se formarão as *estrelas*, que possuem massas típicas entre 10^{-1} e 10^2 massas solares e densidades da ordem de 1 g/cm³.

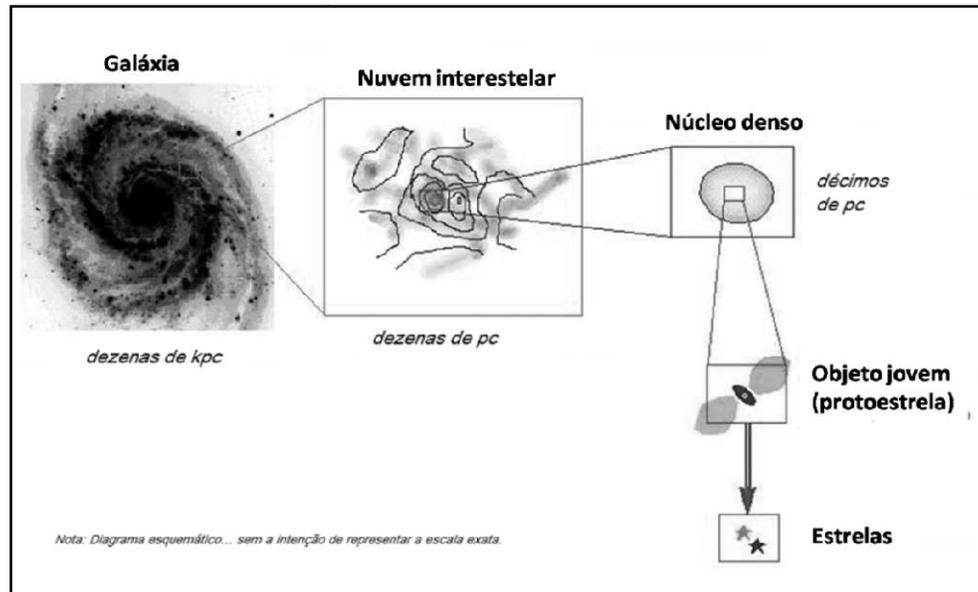


Figura 8.3 – Diagrama esquemático do processo de formação estelar (não está em escala).
(Adaptado de GOODMAN, 1999.)

Já vimos que há gás e poeira em abundância nos braços espirais (portanto, a “matéria-prima” para que as estrelas se formem está presente). Dentro da nuvem, o processo de contração gravitacional se desencadeia nas regiões mais densas (ou “núcleos densos”⁷⁸). Em certas circunstâncias (que dependem da temperatura e da densidade da nuvem), ela poderá se tornar instável e colapsar sob a ação da força gravitacional, criando condições para que as estrelas se formem ali. A causa do desequilíbrio pode estar associada a vários eventos, como a explosão de uma supernova nas imediações da nuvem, a pressão de radiação de estrelas próximas, uma eventual colisão entre nuvens (ou entre galáxias), ou a passagem da nuvem por uma onda de densidade.

A observação comprova que a formação das estrelas é um fenômeno que ocorre intensamente nos braços espirais da Via Láctea e de outras galáxias do mesmo tipo que a nossa⁷⁹. Também nas galáxias irregulares esse processo se dá com intensidade. Já nas elípticas, que não possuem gás e poeira interestelares, ele não ocorre. O grande número de estrelas jovens, dos tipos espectrais O e B, que podemos ver nas nebulosas

⁷⁸ Esses núcleos densos muitas vezes formam pequenos “casulos” escuros, dentro dos quais as estrelas nascerão; eles são chamados “Glóbulos de Bok”, em homenagem ao astrônomo Bart J. Bok (1906-1983).

⁷⁹ Modernamente, descobriu-se que nas regiões mais internas do bojo existem quantidades de gás e poeira, o que acarreta a formação estelar também nessas regiões (embora não tanto quanto no disco).

do disco galáctico, é um indício de que a formação estelar está realmente associada àquelas regiões. Além disso, o fato de que essas estrelas jovens não estão isoladas, mas pertencem a aglomerados abertos (que se distribuem no disco e não no halo), indica que a formação de estrelas é um evento que ocorre “em ninhadas”: uma mesma nebulosa irá produzir tipicamente algumas centenas ou milhares de estrelas na mesma “fornada”. Com o tempo (e os movimentos próprios de cada estrela) esses aglomerados irão se desfazer, misturando-se às demais estrelas da Galáxia: por exemplo, somos hoje incapazes de determinar quais são as “irmãs do Sol” – as estrelas que nasceram da mesma nuvem primordial que ele.

8.2.3 A “adolescência”: de protoestrela a estrela

À medida que a nuvem molecular se contrai sob a ação gravitacional, a sua energia potencial diminui. Mas, se nos lembrarmos do princípio da conservação da energia, essa energia potencial perdida deve ser convertida em outras formas de energia. Em Física, o comportamento de corpos ligados gravitacionalmente é descrito por um teorema conhecido como *teorema do Virial* (ou teorema de Clausius). Aplicado à nossa situação, ele mostra que, quando a nuvem se contrai, metade da energia potencial perdida se transforma em energia cinética das partículas (ou seja, em aumento da temperatura da nuvem), enquanto a outra metade é irradiada para fora dela (Figura 8.4).

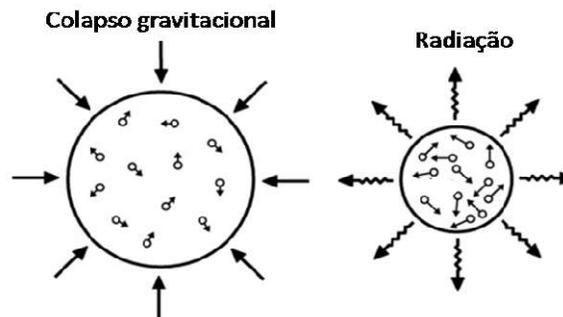


Figura 8.4 – Esquema do processo de contração gravitacional. (Crédito: NASA.)

Dessa forma, à medida que a nuvem se contrai, sua temperatura aumenta e ela começa a irradiar energia. Pela lei de Wien, à medida que a temperatura aumenta, o pico de emissão dessa radiação se moverá gradativamente para comprimentos de onda cada vez mais curtos. Nessa fase, tipicamente, a nuvem em contração emitirá fortemente na região do *infravermelho*, e a presença de envoltórios de poeira e gás impedirá a observação do objeto em formação na região da luz visível. Por esse fato, até poucas décadas atrás, essas etapas eram quase inacessíveis à observação direta; porém, com o desenvolvimento da astronomia no infravermelho (em observatórios a grandes altitudes ou através de satélites), elas passaram a ser melhor entendidas.

Após sucessivas etapas de contração, a temperatura do núcleo da protoestrela se aproxima de 10^6 K. Nessa fase, o transporte de energia do núcleo para a superfície passa a ser feito por convecção (ou seja, transportando também matéria, além do calor). *Para uma estrela de massa solar*, isso ocorre cerca de um milhão de anos após o início da fragmentação da nuvem. A protoestrela continua a colapsar e a temperatura no núcleo, a aumentar. O fim do processo de contração se encerrará quando a temperatura central da protoestrela atingir cerca de 10^7 K. Essa temperatura é necessária para desencadear as primeiras *reações termonucleares de fusão*, que transformam o hidrogênio (que é o constituinte básico do gás desde o estágio de nuvem) existente no núcleo no elemento químico seguinte: o hélio.

Fusão nuclear é o processo no qual dois ou mais núcleos atômicos se juntam e formam um outro núcleo de número atômico maior (esse processo, como veremos mais adiante, será a fonte de energia das estrelas durante toda a sua vida). Porém, a fusão do hidrogênio *não se dá espontaneamente em quaisquer condições*: uma barreira substancial terá de ser vencida para que ela possa ocorrer. Para entendermos melhor qual é ela, teremos de abrir aqui um parêntese para relembrar alguns conceitos básicos de Física Atômica e de Química.

Já vimos que cada um dos 92 elementos químicos existentes na Natureza é constituído por um núcleo, onde existem partículas de carga elétrica positiva (*prótons*) e outras sem carga elétrica (*nêutrons*); na eletrosfera, se encontram os elétrons, de carga elétrica negativa. O número de prótons existentes no núcleo (o *número atômico*) caracteriza cada um dos elementos químicos e lhe dá suas propriedades específicas. Já a soma do número de prótons mais o de nêutrons é denominada *número de massa*. Um mesmo elemento químico tem sempre o mesmo número atômico; porém, nada impede que ele tenha duas ou mais formas distintas, que diferem entre si apenas por seus números de massa (ou, em última análise, pelo número de nêutrons existentes no núcleo). Essas diferentes formas são chamadas *isótopos* daquele elemento. Por exemplo: a forma mais comum do hidrogênio tem em seu núcleo apenas um próton (e nenhum nêutron); mas existem também duas outras formas menos abundantes: o deutério, que possui um próton e um nêutron no núcleo; e o trítio, com um próton e dois nêutrons. Dizemos assim que o deutério e o trítio são *isótopos do hidrogênio*.

Enquanto o próton é uma partícula estável dentro ou fora do núcleo de um átomo, o nêutron *só é estável quando se encontra no núcleo*. Assim, se, em alguma situação, tivermos muitos nêutrons “livres”, notaremos que, depois de apenas cerca de 12 minutos, metade desses nêutrons irão se transformar (ou, como se diz em Física Atômica, *decair*) em um próton, um elétron e um neutrino. Esse decaimento é conhecido como “decaimento beta”. Neutrinos são partículas “fantasmagóricas” quase sem massa e sem carga elétrica, e possuem como característica principal o fato de que praticamente não interagem com a matéria comum.

Mas como pode um núcleo atômico formado por *vários prótons e nêutrons* ser estável, se a carga de cada próton é positiva, e as cargas elétricas de mesmo sinal se repelem? Isso só é possível porque, *apenas a distâncias extremamente pequenas* (da ordem de 10^{-13} cm), um outro tipo de força da Natureza se manifesta: a *força nuclear forte*, que é capaz de suplantar a força eletromagnética e manter o núcleo coeso⁸⁰.

Voltemos ao ponto em que abrimos nosso parêntese. Como vimos acima, as reações nucleares de fusão são aquelas em que temos a formação de elementos químicos mais pesados (de número atômico maior) a partir de elementos mais leves. Para que haja possibilidade de uma reação como essa ocorrer entre os núcleos, estes deverão colidir entre si – *o que quer dizer que a barreira da repulsão eletromagnética (ou “barreira coulombiana”) terá de ser superada pelo aparecimento da força nuclear forte*. Para que isso seja possível, os núcleos deverão estar *extremamente próximos entre si* e sua *velocidade (energia cinética) ser muito alta*, de forma que a força nuclear forte não dê tempo à repulsão coulombiana de agir. Mas isso só pode acontecer se forem obedecidos dois requisitos: *altíssimas temperaturas* (da ordem de, no mínimo, 10^7 K), para satisfazer a condição da velocidade alta; e *imensas densidades*, para a condição da proximidade dos núcleos. *Só existe um ambiente na Natureza em que esses requisitos podem coexistir simultaneamente: o interior das estrelas*.

É exatamente por esse motivo que, assim que o núcleo extremamente compactado de nossa protoestrela atingir a temperatura de 10^7 K, as reações termonucleares de fusão do hidrogênio em hélio começarão a se processar ali. A produção de energia nuclear é tão intensa que as forças de pressão (do gás e da radiação) resultantes podem finalmente se opor à contração gravitacional. Em princípio, já poderíamos dizer que nesse ponto a protoestrela se transformou em uma estrela⁸¹. Nesse início da atividade nuclear, no entanto, a produção de energia ainda não é estável, a estrutura interna da estrela ainda não está balanceada, e as forças da pressão do gás e gravitacional ainda não se equilibraram. Por isso, a estrela ainda sofrerá um período de instabilidade e ajustes até que ela se estabilize.

Nessa fase evolutiva, chamada “pré-sequência principal”, é comum ela apresentar discos de gás e poeira (observáveis em frequências de rádio ou do infravermelho) ao seu redor. Esses discos, chamados “protoplanetários”, podem estar relacionados à formação dos planetas e demais objetos assemelhados no futuro (WILLIAMS; CIEZA, 2011). A própria estrela (nessa fase mais frequentemente designada como “objeto estelar jovem” ou YSO⁸²) apresenta variações irregulares em seu brilho, observadas em

⁸⁰ Uma discussão muito interessante sobre esses tópicos, ao alcance dos alunos do Ensino Médio e em português, pode ser vista em SOUZA; DANTAS (2010).

⁸¹ Embora a União Astronômica Internacional não defina formalmente o que é uma estrela, aceita-se de forma geral que seja uma “esfera de gás autogravitante, que gera energia em seu núcleo através de reações de fusão nuclear”.

⁸² Da expressão em inglês *young stellar object*.

vários comprimentos de onda (incluindo agora a luz visível). Objetos desse tipo são comumente denominados “variáveis T Tauri” (quando sua massa é igual ou inferior a duas massas solares) ou “estrelas Ae/Be de Herbig” (quando ela for superior a esse valor), e se constituem em uma espécie de transição entre as protoestrelas e as estrelas estáveis da sequência principal (STOLTE, 2012). Ambos os grupos são encontrados associados a nebulosidades e/ou aglomerados de estrelas muito jovens, e apresentam fortes “ventos estelares” (semelhantes ao nosso familiar “vento solar”, porém muito mais fortes e intensos), que deverão exercer pressão de radiação sobre o material do disco protoplanetário, projetando-o para longe do objeto estelar.

Uma vez passados todos esses episódios de instabilidades, nossa estrela se encontra em vias de entrar na sua fase de maturidade: ela está prestes a atingir a sequência principal (SP) do diagrama HR, na qual ela se estabilizará e passará a maior parte da sua vida. *Para uma estrela com a massa do Sol, passaram-se 50 milhões de anos desde a primeira fragmentação da nuvem interestelar.* Parece muito tempo – mas isso corresponde a menos de 0,5% do seu tempo total de vida⁸³. Nossa jovem estrela brilha agora com luminosidade equivalente à do Sol; a sua superfície (fotosfera) tem temperatura de cerca de 6.000 K; em seu núcleo, a uma temperatura de 15 milhões de graus e a densidades da ordem de 100 g/cm³, átomos de hidrogênio convertem-se em átomos de hélio. Ela está finalmente entrando na sua “vida adulta”.

Mas esse tempo de formação de uma estrela com a massa do Sol *não é o mesmo para todas as estrelas.* A escala de tempos da contração gravitacional depende diretamente da *massa* da protoestrela. Para objetos de maior massa, o tempo de contração é menor; já os objetos menos massivos têm uma escala de tempos muito maior. A Tabela 8.1 resume os *tempos totais de formação* para nove estrelas com diferentes massas e o tipo espectral que cada estrela terá ao atingir a sequência principal.

Massas (M_{\odot})	Tempo de formação (anos)	Tipo espectral
30	20.000	O5
15	60.000	B0
9	200.000	B2
5	600.000	B5
3	3.000.000	A0
1,5	20.000.000	F2
1,0	50.000.000	G2
0,5	200.000.000	M0
0,1	500.000.000	M7

*Tabela 8.1 – Tempos de formação de estrelas de diferentes massas. (KARTTUNEN et al., 2007.)
As massas estão indicadas em massas solares (M_{\odot}).*

⁸³ Se quiséssemos fazer uma analogia entre o tempo de formação e o tempo total de vida de uma estrela com o período de vida de uma pessoa de 80 anos de idade, constataríamos que esta teria atravessado a infância e a adolescência... em menos de cinco meses!

Outra forma de visualizar a situação é graficamente, através de um diagrama HR (Figura 8.5). Basta lembrarmos que a sequência principal é uma *sequência de massas* (que cresce do extremo inferior direito para o superior esquerdo). Assim, as protoestrelas de maior massa irão gerar estrelas mais quentes e luminosas, e chegam mais rapidamente à região das gigantes da sequência principal. Já as menos massivas irão gerar estrelas frias e fracas, levando muito mais tempo para chegar à região das anãs da sequência principal (ver a respeito o item 7.2.2 e a Figura 7.9 do Capítulo 7).

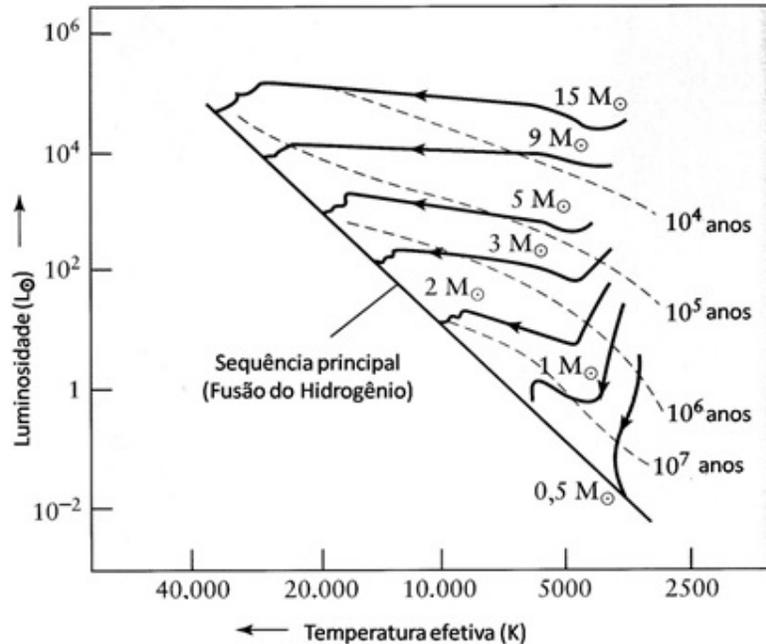


Figura 8.5 – Trajetórias evolutivas na fase de formação estelar. As trajetórias de sete protoestrelas de várias massas até a sequência principal são representadas por linhas cheias; suas intersecções com as linhas tracejadas indicam o estágio alcançado após os anos de evolução vistos à direita. O ponto em que cada trajetória atinge a sequência principal depende da massa da protoestrela: quanto maior a massa, maior a luminosidade. (Crédito: KAUFMANN; FREEDMAN, 2000.)

Protoestrelas de massa menor que $0,08 M_{\odot}$ (8% da massa do Sol) *nunca chegam a formar estrelas*. Na fase de contração, sua massa é insuficiente para atingir as temperaturas necessárias para que as reações nucleares se desencadeiem. Essas protoestrelas tornam-se *anãs marrons*. É possível que um grande número de anãs marrons se forme em cada “berçário estelar” – mas a evidência observacional para isso não é simples, dada a enorme dificuldade em detectar objetos tão escuros e frios.

Cabe comentar que, quando uma nuvem molecular se fragmenta para dar origem a uma “fornada” de estrelas, *o número de estrelas de baixa massa que se forma é muito maior que aquele das de alta massa*. A distribuição do número de estrelas de acordo

com suas massas é calculada por uma função matemática chamada “Função de Massa Inicial”.

8.3 A “maturidade”: a evolução na sequência principal

Quando as reações nucleares finalmente se estabilizam, a estrela atinge a sequência principal do diagrama HR – onde ela passará tipicamente 90% do seu tempo total de vida⁸⁴. A característica da sequência principal é justamente ser o “locus” das estrelas que estão transformando hidrogênio em hélio no núcleo, e no qual as forças de pressão dos gases⁸⁵ decorrentes dessas reações são precisamente equilibradas pela força gravitacional. Essa situação é denominada *equilíbrio hidrostático*, e é graças a ela que a estrela agora não se contrai mais nem se expande, não apresentando variações na sua luminosidade e mantendo-se estável por um longo período de tempo (como acontece atualmente com o Sol, que já está na sequência principal há quase 5 bilhões de anos e ainda permanecerá nela por outros 5 bilhões). A Figura 8.6 ilustra esse contexto.

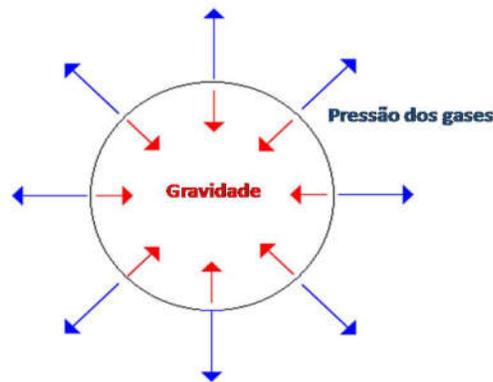


Figura 8.6 – Equilíbrio hidrostático. A força de pressão dos gases (que tenderia a fazer a estrela se expandir) é precisamente equilibrada pela força gravitacional (que tenderia a fazer a estrela se contrair). Como resultado do equilíbrio, a estrela se mantém estável. (Crédito: NASA.)

O ponto preciso em que a estrela ingressou na sequência principal se chama “sequência principal de idade zero”, expressão geralmente abreviada pelas suas iniciais em inglês (ZAMS, de “zero age main sequence”). Como é evidente pela Figura 8.5, a ZAMS depende da massa da estrela: as mais massivas possuem ZAMS acima e à esquerda na sequência principal (altas temperaturas e luminosidades, cor azul), enquanto as de menos massa têm ZAMS abaixo e à direita na sequência principal

⁸⁴ Esta é exatamente a razão pela qual, no diagrama HR da Galáxia, a sequência principal contém cerca de 90% da população total de estrelas.

⁸⁵ A rigor, a pressão total é composta por duas parcelas: a pressão dos gases (considerados como um gás perfeito) e a pressão da radiação. Como, entretanto, a parcela da pressão da radiação para estrelas como o Sol é desprezível em face da parcela da pressão do gás (MACIEL, 1999), usaremos doravante apenas a expressão “pressão dos gases” por mera simplificação. Eventuais exceções serão mencionadas.

(baixas temperaturas e luminosidades, cor vermelha). Na Tabela 8.2 são vistas as propriedades físicas de estrelas de várias massas ao entrarem na sequência principal de idade zero (ZAMS).

Massa (M_{\odot})	Tipo espectral	Temperatura efetiva (K)	Luminosidade (L_{\odot})	Raio (R_{\odot})
25	O	35.000	80.000	8,7
15	B	30.000	10.000	6,8
3	A	11.000	60	2,5
1,5	F	7.000	5	1,4
1,0	G	6.000	1	1
0,75	K	5.000	0,5	0,8
0,5	M	4.000	0,03	0,6

Tabela 8.2 – Propriedades físicas de diferentes estrelas de acordo com as suas massas ao atingirem a ZAMS. (Crédito: KAUFMANN; FREEDMAN, 2000.)

Porém, as estrelas não permanecem estagnadas no local exato da ZAMS durante seu longo tempo de vida na sequência principal. À medida que o hidrogênio da região central vai sendo convertido em hélio, a composição química da estrela irá mudando gradualmente, o que irá alterar levemente a sua estrutura. Assim, ela aumentará (mas não muito) o seu raio e a sua luminosidade ao longo do tempo. No diagrama HR, isso quer dizer que ela se deslocará levemente para a direita e para cima. Essa é a razão pela qual, nos diagramas HR reais, a sequência principal não é uma linha fina, mas apresenta uma certa “largura”, como se pode ver no exemplo da Figura 8.7, que mostra o diagrama HR do belo aglomerado aberto NGC 4755 (também conhecido como “Caixinha de Joias”), na constelação do Cruzeiro do Sul.

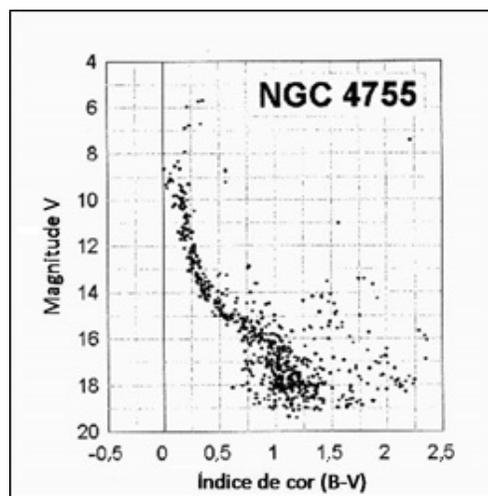


Figura 8.7 – Diagrama HR (expresso na forma de Índice de cor vs magnitude aparente) para o aglomerado estelar aberto NGC 4755. (Adaptado de SAGAR; CANNON, 1995.)

Para as estrelas da sequência principal, pode ser também definida uma relação empírica entre suas massas e suas luminosidades. Deduzida estatisticamente a partir de massas de estrelas binárias, cujas massas podem ser calculadas pelo uso das leis de Kepler (KUIPER, 1938), essa relação nos permite, ainda que de forma aproximada, estimar as massas de quaisquer estrelas da sequência principal, mesmo que elas sejam isoladas. Dessa forma é que se pôde concluir que a sequência principal é na realidade uma sequência de massas. A relação massa-luminosidade foi expressa graficamente, como visto na Figura 8.8. Interpolando uma reta nesse gráfico, obtém-se a expressão matemática *aproximada* da relação massa-luminosidade para as estrelas da SP:

$$(L / L_{\odot}) = (M / M_{\odot})^{3,5} \quad (8.1)$$

(sendo a massa e a luminosidade necessariamente expressas em unidades solares).

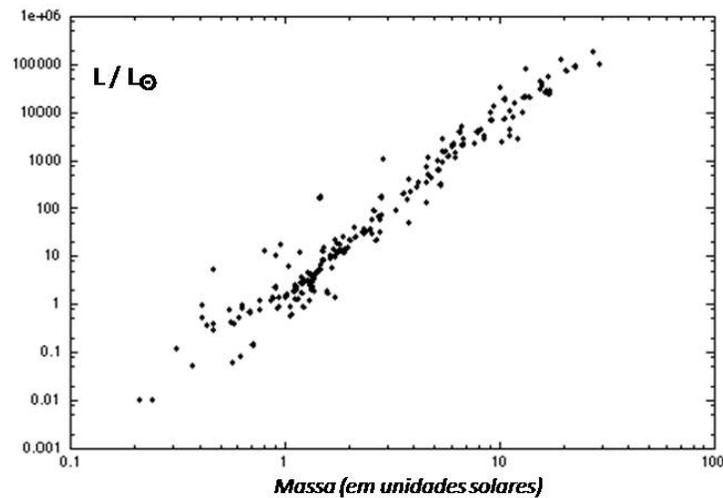


Figura 8.8 – Relação massa-luminosidade para estrelas da sequência principal. (STROBEL, 2013.)

Mas a massa não determina apenas a ZAMS, a cor, a temperatura, a luminosidade e o tipo espectral de uma estrela ao entrar na sequência principal. O *tempo de vida da estrela na sequência principal* também é função de sua massa. A razão para isso não é difícil de ser entendida. As estrelas de grande massa possuem os seus interiores a temperaturas mais altas; nessas condições, as reações nucleares se processam mais rapidamente, consumindo o hidrogênio a taxas bem maiores. Assim, o seu tempo de vida na sequência principal deve ser mais curto do que o de estrelas pouco massivas. Usando a relação massa-luminosidade, não é difícil deduzir que o tempo de vida t de uma estrela qualquer na sequência principal pode ser calculado a partir da equação:

$$(t / t_{\odot}) = (M / M_{\odot})^{-2,5} \quad (8.2)$$

(sendo t_{\odot} o tempo de vida do Sol na sequência principal, que é de cerca de 10 bilhões de anos. Fica claro pela equação (8.2) e pela Tabela 8.3 que estrelas de grandes massas terão vidas mais curtas, e o inverso acontece com estrelas de pequenas massas).

Massa (M_{\odot})	Tempo de vida na sequência principal (anos)	Tipo espectral
30	4.900.000	O5
15	10.000.000	B0
9	22.000.000	B2
5	68.000.000	B5
3	240.000.000	A0
1,5	2.000.000.000	F2
1,0	10.000.000.000	G2
0,5	30.000.000.000	M0
0,1	10.000.000.000.000	M7

Tabela 8.3 – Tempo de vida de estrelas da sequência principal. (Crédito: KARTTUNEN et al., 2007.)

Como curiosidade, pode-se notar que os tempos de vida de uma estrela de $0,1 M_{\odot}$ (dez trilhões de anos), ou mesmo de $0,5 M_{\odot}$ (trinta bilhões de anos) são *muito maiores do que a idade atual do Universo* (estimada em 13,8 bilhões de anos). Em outras palavras, *nenhuma* estrela anã vermelha da classe M deixou a sequência principal até hoje: todas elas estão lá, ainda convertendo hidrogênio em hélio em seus núcleos... e assim permanecerão por muito tempo!

Do que foi descrito, já podemos suspeitar que a *massa* da estrela é o principal fator determinante para sua evolução na sequência principal. De fato é assim. Mas não só na sequência principal: na verdade, em toda a sua existência. Esse fato é conhecido como *teorema de Vogt-Russell*, proposto em 1926 por Heinrich Vogt (1890-1968) e Henry Norris Russell (1877-1957). Embora não seja um teorema no sentido matemático do termo e nunca tenha sido demonstrado algebricamente, ele tem uma aplicação generalizada para as estrelas, e costuma ser enunciado da seguinte forma: *“A massa e a composição química de uma estrela determinam de um modo único o seu raio, luminosidade e estrutura interna, assim como a sua subsequente evolução”* (OSTLIE; CARROLL, 1996, tradução nossa). Uma variante dessa formulação, a nosso ver mais completa, é vista em MACIEL, 1999: *“Considerando as modificações introduzidas na estrutura estelar pela própria evolução, é mais correto afirmar que a estrutura de uma estrela é determinada por sua massa, composição química e idade”*.

Finalmente, vamos abordar a geração de energia nas estrelas da sequência principal. Já sabemos que ela se dá mediante as reações de fusão termonuclear que transformam o hidrogênio em hélio nos seus núcleos. Essas reações envolvem a fusão de quatro núcleos de hidrogênio para formar um núcleo de hélio (lembramos que aqui

estaremos tratando de *núcleos* em vez de átomos, pois as temperaturas nos interiores estelares são tão elevadas que arrancam todos os elétrons da eletrosfera). Ora, sabemos que o hidrogênio possui apenas um próton em seu núcleo, enquanto o hélio tem dois prótons e dois nêutrons. Porém, *a massa do núcleo de hélio formado não é igual à massa dos quatro núcleos de hidrogênio utilizados*. Na verdade, a massa final é levemente menor que a massa inicial – uma diferença equivalente a 0,07% da massa de hidrogênio. É exatamente essa pequena fração da massa inicial que será convertida em energia no interior da estrela. Como? Pela famosa equação de Einstein, que inter-relaciona a energia e a massa:

$$E = mc^2 \quad (8.3)$$

Como a velocidade da luz (o termo c , na equação acima) é da ordem de 300.000 km/s (um número muito alto, que elevado ao quadrado será naturalmente enorme), é fácil imaginar que mesmo uma pequena massa poderá gerar imensas quantidades de energia. E é isso mesmo o que ocorre: essa conversão de massa em energia é justamente a fonte básica de energia das estrelas. Mas seria essa fonte suficiente para alimentar a estrela durante todo o seu longo tempo de vida na sequência principal?

Um cálculo rápido, tomando nosso Sol como exemplo, pode mostrar que isso é verdadeiro. Devemos lembrar, em primeiro lugar, que a conversão *só ocorre na região do núcleo da estrela*, pois somente lá a temperatura e a pressão são suficientemente altas. O físico indiano Subrahmanian Chandrasekhar (1910-1995) e o físico brasileiro Mario Schemberg (1914-1990) demonstraram em 1942 que essa região corresponde a 10% da massa da estrela (em outras palavras, 10% da massa do Sol estão disponíveis para a conversão). Levando em conta a massa do Sol (2×10^{33} g), a sua luminosidade (4×10^{33} ergs/s), e o fator de conversão de 0,007, podemos estimar o tempo de vida do Sol na sequência principal; ele pode ser calculado por:

$$t_{\text{vida}} = \text{Total de energia disponível} / \text{Luminosidade}$$

$$t_{\text{vida}} = 10\% \times 0.007 \times (\text{massa do Sol}) \times c^2 / (\text{Luminosidade do Sol})$$

$$t_{\text{vida}} = 1,26 \times 10^{51} / 4 \times 10^{33}$$

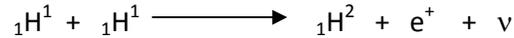
$$t_{\text{vida}} = 3,2 \times 10^{17} \text{ segundos, ou}$$

$$t_{\text{vida}} = 10 \text{ bilhões de anos aproximadamente, consistente com o valor esperado.}$$

Quanto aos mecanismos para a fusão de quatro átomos de hidrogênio em um átomo de hélio, foram propostas duas diferentes cadeias de reações termonucleares: a chamada *cadeia próton-próton* e o ciclo do carbono, também chamado *ciclo CNO* (carbono-nitrogênio-oxigênio). Ambos os processos podem coexistir em uma estrela, porém a cadeia próton-próton é o mecanismo principal nas estrelas de massas da

ordem da massa igual à solar (ou mais baixas), enquanto o ciclo CNO predomina em estrelas de grande massa.

A *cadeia próton-próton* é o processo dominante em estrelas cuja temperatura central é da ordem de 15×10^6 K (caso de nosso Sol). Ela consiste em uma sequência de três reações termonucleares. Na primeira etapa, dois núcleos de hidrogênio (prótons) se combinam para formar um núcleo de deutério (${}_1\text{H}^2$), um pósitron (antipartícula do elétron) e um neutrino:



Nessa equação, e^+ representa o pósitron, e ν representa o neutrino. Este último, como praticamente não interage com a matéria, escapa imediatamente da estrela. Já o pósitron irá colidir com um elétron livre no interior da estrela, aniquilando-se e produzindo radiação gama (fótons de comprimento de onda muito curto).

Numa segunda etapa, o núcleo de deutério se funde com outro próton, produzindo um isótopo de hélio (${}_2\text{He}^3$) e liberando mais radiação gama (γ):



Finalmente, na terceira etapa, dois isótopos de hélio se fundem, produzindo um átomo de hélio e dois de hidrogênio:



Os dois prótons que resultaram dessa equação irão alimentar outra cadeia de reações. Note-se que, para que as três reações acima estejam balanceadas, as duas primeiras equações devem ser multiplicadas por 2. O efeito líquido do ciclo, portanto, é o de quatro núcleos de hidrogênio (prótons) se convertendo em um núcleo de hélio.

O ciclo CNO, por outro lado, assume posição predominante apenas quando a temperatura no interior estelar ultrapassa valores da ordem de 2×10^7 K. A partir daí ele terá papel cada vez mais proeminente na geração da energia total, pois a sua eficiência é maior que a da cadeia p-p (ver as proporções relativas na Figura 8.9). Isso ocorre para as estrelas com massas em torno de duas massas solares ou mais.

Assim como a cadeia p-p, o ciclo CNO tem como efeito líquido a fusão de quatro núcleos de hidrogênio em um núcleo de hélio. Neste processo, o carbono funciona apenas como catalisador. Isso quer dizer que o ciclo CNO só poderá se iniciar se houver ao menos uma pequena quantidade de carbono no núcleo da estrela. Mas isso não é incomum: a presença de carbono na composição química é um fato bastante habitual nas estrelas formadas a partir das nuvens moleculares do disco da Galáxia, que estão enriquecidas pelos elementos químicos produzidos e lançados ao espaço interestelar por gerações anteriores de estrelas.

O tempo de vida de uma estrela na sequência principal tem sempre um ponto final, que é justamente o limite de Schenberg-Chandrasekhar: o instante em que todo o hidrogênio *existente no núcleo* se esgota (o que, como vimos, corresponde a 10% da massa original da estrela na ZAMS). Depois disso, haverá mudanças estruturais na estrela e uma nova fase de sua vida se iniciará, como veremos a seguir.

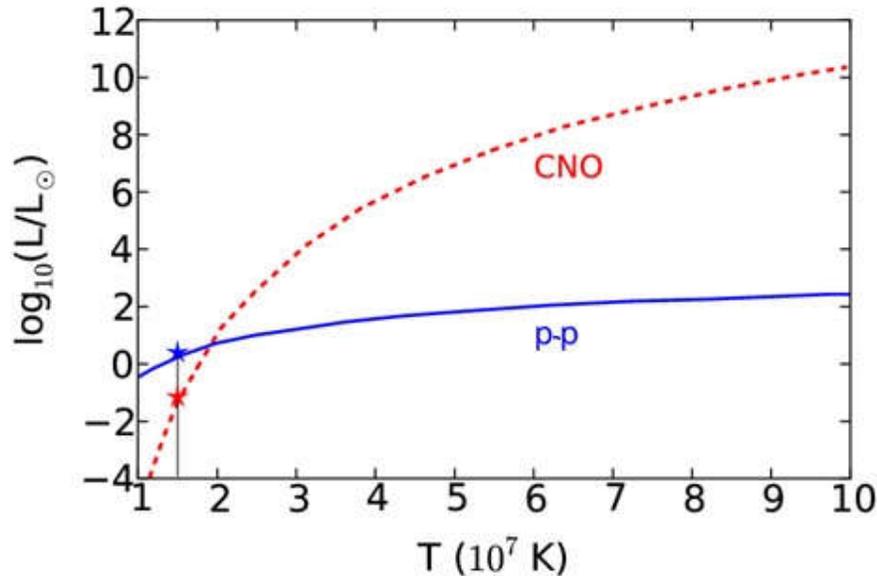


Figura 8.9 - Participação relativa das cadeias próton-próton (p-p) e CNO na geração de energia estelar, de acordo com a temperatura do núcleo. Para estrelas de massa solar (indicado na figura), a cadeia p-p predomina. O ciclo CNO é dominante nas estrelas de grande massa. (Crédito: BERTULANI; KAJINO, 2016.)

8.4 A “terceira idade” e o fim da vida: a evolução pós-sequência principal

Vamos agora estudar o que ocorre a partir do momento em que a estrela sai da sequência principal até as fases finais de sua vida. Mas essas fases *não são iguais para todas as estrelas*: dependendo da sua massa, a evolução pós-sequência principal será diferente. Mais uma vez se aplica o teorema de Vogt-Russell: *toda a história evolutiva de uma estrela é determinada unicamente por sua massa e sua composição química*. Com esse princípio em mente, iremos dividir nosso estudo em três grupos de estrelas, sempre segundo a sua massa:

Grupo 1 – Estrelas com massas entre 0,5 massas solares ($0,5 M_{\odot}$) e oito massas solares ($8 M_{\odot}$). Nosso Sol está neste grupo, que chamaremos aqui de *estrelas de baixa massa*.

Grupo 2 – Estrelas com massas abaixo de $0,5 M_{\odot}$. Chamaremos este grupo de *estrelas de massa muito baixa*.

Grupo 3 – Estrelas com massa acima de $8 M_{\odot}$. Chamaremos este grupo de *estrelas de alta massa ou estrelas massivas*.

Essa nomenclatura não é um padrão em si: existem aqueles que preferem usar a expressão “massa intermediária” para designar as estrelas do Grupo 1, e a expressão “baixa massa” para as do Grupo 2. Naturalmente, a fenomenologia é a mesma, independentemente dos nomes empregados.

8.4.1 Grupo 1: estrelas de baixa massa ($0,5 M_{\odot} < M < 8 M_{\odot}$)

Para este grupo, dividiremos os últimos estágios evolutivos em quatro etapas, até seu final, em que se formam uma nebulosa planetária e uma anã branca. Esse será o destino derradeiro de nosso Sol e das estrelas da mesma faixa de massas.

8.4.1.1 Primeira etapa: gigantes vermelhas

Ao fim da vida na sequência principal, o hidrogênio do núcleo da estrela foi totalmente exaurido, e as reações nucleares cessam por completo nessa região. A composição do núcleo é agora 100% hélio, e a temperatura central ali é insuficiente para a ignição da reação termonuclear seguinte: a fusão do hélio em carbono. Nessa nova fase, entretanto, reações de fusão do hidrogênio começam a se processar em uma camada esférica externa ao núcleo, que o envolve de forma concêntrica. Esse fenômeno costuma ser conhecido também como *shell burning*. Nessa camada (que chamaremos doravante de “concha”, por analogia à expressão inglesa) ainda existe hidrogênio suficiente para alimentar as reações de fusão de hidrogênio em hélio.

No núcleo, como não há mais atividade de fusão, a temperatura inicialmente irá cair. Essa queda de temperatura provoca um decréscimo na pressão gerada pelo núcleo. *O equilíbrio hidrostático se rompeu*, e agora o núcleo sofre a ação gravitacional de todas as camadas acima dele. Em consequência, o núcleo irá se contrair e, como os gases aumentam sua temperatura quando contraídos, a sua temperatura começa a aumentar outra vez.

Já na “concha”, há agora um aumento na taxa das reações de fusão, provocado pelo aumento do fluxo térmico proveniente do núcleo. O hélio produzido na “concha” se dirige ao núcleo, que continuará a se contrair e se aquecer à medida que ganha mais essa massa. Depois de centenas de milhões de anos para uma estrela de massa solar, o núcleo terá uma temperatura de perto de 10^8 K, e o seu diâmetro será de cerca de um terço do diâmetro original.

E o que acontece com as camadas externas, acima da “concha”? *Elas irão se expandir, ao mesmo tempo em que o núcleo se contrai*. É bom lembrar que a atividade de fusão na “concha” continuou durante todo esse tempo, gerando cada vez mais calor e pressão para o exterior. Esse aumento de pressão para fora da estrela causa uma tremenda expansão das camadas externas. O diâmetro da estrela cresce

dramaticamente (muitas dezenas de vezes o seu valor original). As camadas mais externas, em consequência, se resfriam muito, chegando a temperaturas da ordem de 3.500 K. Pela lei de Wien, essa temperatura tem pico de emissão em comprimentos de onda mais longos (vermelho). Com o aumento brutal do raio, a luminosidade cresce. A estrela se tornou agora aquilo que chamamos de *gigante vermelha* (Figura 8.10).

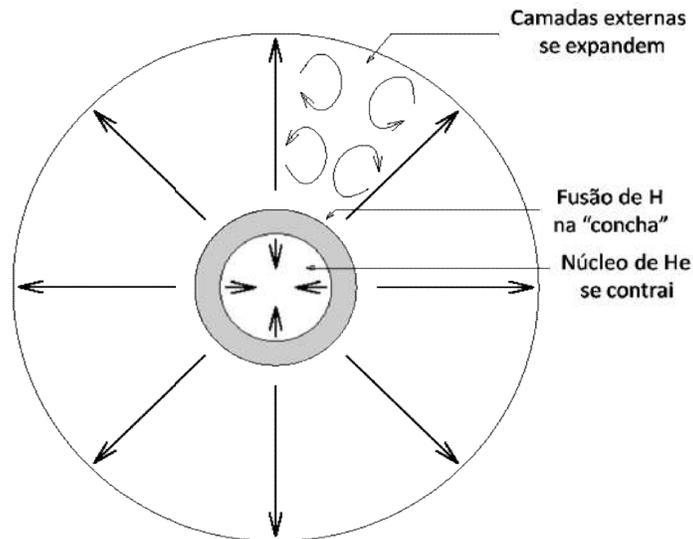


Figura 8.10 – Estrutura interna de uma estrela de baixa massa na fase de gigante vermelha. O núcleo de hélio se contrai e aquece, enquanto as camadas externas se expandem e resfriam. (Crédito: CRAQ.)

Nosso Sol deixará a sequência principal em cerca de 5 bilhões de anos, ingressando na trajetória evolutiva para a região acima e à direita da sequência principal, que costuma ser abreviada como região RGB⁸⁶. Aproximadamente 700 milhões de anos depois disso, o Sol será uma gigante vermelha típica, com temperatura efetiva de 3.500 K e raio tão grande que – apesar da baixa temperatura na superfície – a sua luminosidade será da ordem de 2.000 vezes a sua luminosidade atual.

As gigantes vermelhas apresentam substancial perda de massa nesta fase da vida: em função de seus imensos diâmetros, a gravidade nas suas tênues “superfícies” é baixíssima. Isso facilita o escape de gases de suas atmosferas para o espaço circundante. Estima-se que a perda de massa de uma estrela na fase RGB atinja 10^{-7} massas solares por ano. Para efeito de comparação, a perda de massa do Sol em seu estágio atual, na forma de vento solar, é de apenas 10^{-14} massas solares por ano.

A Figura 8.11 demonstra a trajetória evolutiva de uma estrela de baixa massa após deixar a sequência principal. A estrela se deslocou da sua posição original na sequência

⁸⁶ A abreviação “RGB” vem da expressão inglesa *Red Giant Branch*, ou seja, “ramo das gigantes vermelhas”, e é rotineiramente usada nessa forma nos textos técnicos; por esse motivo, usaremos aqui também essa abreviação.

principal para a direita (pela queda de temperatura efetiva) e para cima (pelo aumento da luminosidade). A região para onde a estrela se dirige é justamente o ramo das gigantes vermelhas (ou RGB).

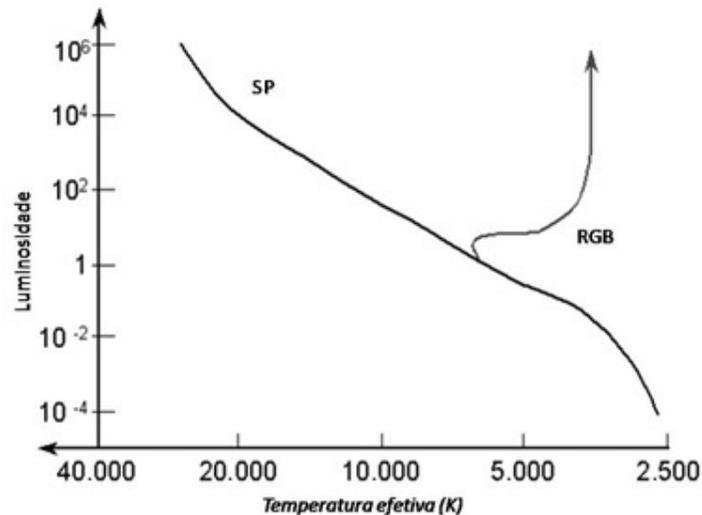


Figura 8.11 – Trajetória de uma estrela de baixa massa para o ramo das gigantes vermelhas no diagrama HR. (Crédito: NOAO.)

8.4.1.2 Segunda etapa: o flash de hélio e o ramo horizontal

O processo de contração e aquecimento do núcleo na fase de gigante vermelha não continuará indefinidamente. Pouco antes do fim dessa fase, a densidade na região central atinge valores incríveis – da ordem de 10^5 g/cm^3 (para o Sol atual, lembramos, ela é de “apenas” 160 g/cm^3) e a temperatura do núcleo se aproxima de 10^8 K . Em condições extremas como essas, a matéria do núcleo se torna *degenerada*, e mudanças drásticas irão ocorrer na estrela.

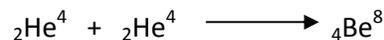
Para entendermos o que é essa *matéria degenerada* do núcleo, vamos lembrar o que acontece com os gases “comuns” (ou não-degenerados): quando se comprime um gás “comum”, a sua temperatura aumenta e ele se torna mais denso. Na situação inversa, se o gás se expande, a sua temperatura diminui e ele se torna mais rarefeito. Em Física, esse comportamento dos gases é modelado por uma teoria conhecida como *teoria dos gases perfeitos* (ou dos gases ideais): a pressão exercida por um gás perfeito é diretamente proporcional à sua densidade e à sua temperatura. Praticamente em todos os casos da vida cotidiana, podemos usar perfeitamente essa teoria para descrever o comportamento de qualquer gás. Na maior parte da vida de uma estrela, também se pode usar essa teoria para descrever os gases de seu interior.

Porém, nas condições extremas de temperatura e densidade que mencionamos acima, o gás do núcleo *deixa de se comportar como um gás perfeito*. Imaginemos o que está ocorrendo no núcleo agora: ele é composto essencialmente de hélio completamente

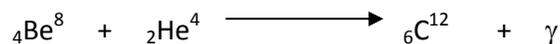
ionizado. Assim, todos os seus elétrons estão livres; mas, àquelas condições extremas de temperatura e densidade, eles se tornam tão “aglomerados” que um limite previsto pela teoria quântica passa a prevalecer: o *Princípio da Exclusão de Pauli*, que dita que dois elétrons não podem ocupar simultaneamente o mesmo estado quântico. Isso quer dizer que, mesmo que se aumente mais ainda a compressão, os elétrons *não poderão se compactar ainda mais*. Esse estado, no qual os elétrons resistem à compressão devido ao Princípio da Exclusão de Pauli, é conhecido como *degenerescência*. Dizemos que a matéria do núcleo se tornou *degenerada*; o núcleo é suportado pela *pressão de degenerescência dos elétrons*, que impedem o colapso gravitacional da estrela. Ao contrário do que ocorre com os gases perfeitos, *essa pressão não depende da temperatura*.

Voltemos agora à composição do núcleo estelar. Como já vimos, agora ele é composto basicamente de hélio. E já sabemos que o hélio possui dois prótons, contra apenas um do hidrogênio. Em consequência, para vencer a barreira de repulsão coulombiana para átomos de hélio, será preciso fornecer *muito mais energia* do que no caso do hidrogênio. Isso significa que as reações de fusão do hélio só poderão se dar a *temperaturas muito mais altas* que as de fusão do hidrogênio. Durante toda a fase RGB, a temperatura do núcleo foi gradualmente aumentando. Mas, devido à degenerescência, *isso não acarreta* aumento de pressão. Quando a temperatura chegar a cem milhões de kelvins (10^8 K), finalmente a reação termonuclear de fusão do hélio em carbono será desencadeada. A estrela (pela primeira vez desde que deixou a sequência principal) voltará a ter uma fonte de energia nuclear.

A fusão de hélio em carbono se dá em duas etapas. Na primeira, dois átomos de hélio se combinam e formam um isótopo de berílio:



O berílio formado nessa primeira fase é instável, e poderia decair de volta em dois átomos de hélio. Mas *se, antes de decair, ele encontra um terceiro átomo de hélio*, a segunda etapa da reação ocorre, produzindo carbono estável e liberando um fóton:



Esse processo completo é chamado *triplo-alfa*, pois envolve três núcleos de hélio (que historicamente também se chamavam “partículas alfa”). Eventualmente, depois de uma quantidade substancial de carbono ter sido formado pelo processo triplo-alfa, e dependendo da temperatura central, uma terceira reação poderá ocorrer em menor grau, convertendo uma parte desse carbono em oxigênio:



Ambas essas reações produzem energia, e são as grandes responsáveis pela formação do carbono e do oxigênio que existem no Universo.

Em estrelas de massas até cerca de duas massas solares, o início do processo triplo-alfa ocorre de uma forma brusca e explosiva, e por isso costuma ser conhecido como *flash de hélio*. Nas estrelas de maior massa, ele se inicia de uma forma mais gradual, à medida que a temperatura central se aproxima de 10^8 K. Aliás, o nome *flash de hélio* talvez seja até um pouco inadequado, pois dá, na linguagem usual, a impressão de que ocorre um “flash de luz” perceptível. Não é isso o que acontece. A energia produzida vai principalmente para rearranjar as camadas internas da estrela: o núcleo se aquece e expande (de novo como um gás perfeito), *desfazendo assim o estado de degenerescência, que é característico dos núcleos com massa abaixo de duas massas solares*. Em volta do núcleo, a expansão dos gases provoca queda de temperatura, e a queima de hidrogênio na “concha” se dá de forma mais lenta. Com o fluxo menor de energia para as camadas superiores, estas se contraem: a estrela reduz seu diâmetro, aumentando sua temperatura efetiva. A luminosidade cai um pouco inicialmente e depois permanece quase constante.

Assim, as estrelas do ramo horizontal se caracterizam por possuírem núcleos onde o hélio está sendo convertido em carbono e oxigênio, circundado por uma “concha” onde o hidrogênio se converte em hélio, e finalmente pelas camadas mais externas, basicamente de hidrogênio e onde não há reações nucleares (Figura 8.12).

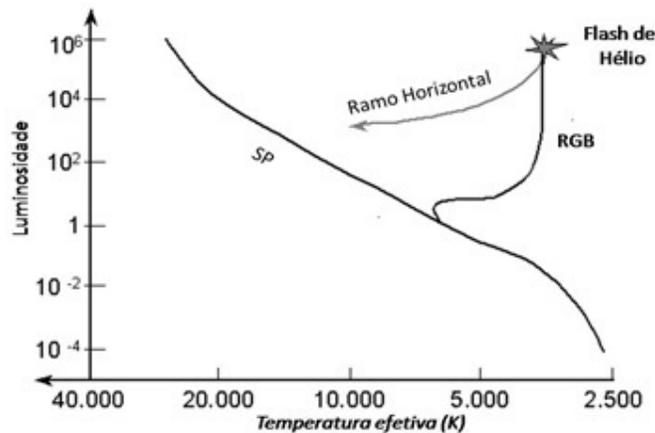


Figura 8.12 – No diagrama HR, o flash de hélio marca uma brusca inflexão da trajetória evolutiva da estrela, ao fim da fase RGB. Depois do flash, a estrela se dirigirá para a esquerda (pelo aumento da temperatura superficial) e, depois de uma queda inicial da luminosidade, entrará em uma fase onde ela é quase constante. Essa fase é denominada ramo horizontal (abreviadamente, HB), ou ainda red clump. (Crédito: NOAO.)

Durante todo o processo evolutivo na fase RGB e também após o flash de hélio, as estrelas passam por diversas fases de instabilidade, e várias delas podem sofrer pulsações de forma mais ou menos periódica. Numerosas são as *estrelas variáveis pulsantes* que poderemos observar nessas etapas sucessivas. Algumas classes de estrelas variáveis nessa situação incluem as chamadas Miras (ou variáveis de longo período), as variáveis semi-regulares e as irregulares vermelhas (quando a estrela

passa pela fase de gigante vermelha); e as variáveis Cefeidas (clássicas ou W Virginis) e RR Lyrae, quando ela atravessa o ramo horizontal, na chamada *faixa de instabilidade*.

8.4.1.3 Terceira etapa: supergigantes vermelhas (a região AGB)⁸⁷

Após um período da ordem de cem milhões de anos para uma estrela de massa solar, o hélio do núcleo se esgota, e a estrela fica novamente sem a fonte central de energia. Sem as reações nucleares que equilibravam a ação gravitacional, o núcleo se contrai outra vez. A contração aquece o núcleo e o processo continua até que, mais uma vez, o estado de degenerescência é restabelecido, e a pressão de degenerescência dos elétrons consegue impedir o colapso da estrela. Em volta dele, forma-se uma nova e fina “concha” envolvendo o núcleo, onde a fusão de hélio recomeça. Temos assim, novamente, uma situação de *shell burning*, mas desta vez com hélio no lugar do hidrogênio. As camadas externas se expandem e esfriam outra vez. Em consequência, a estrela passa por uma segunda fase como gigante – mas só que agora muito maior e com luminosidade muito mais alta que na região RGB. Ela agora é uma *supergigante vermelha* (Figura 8.13).

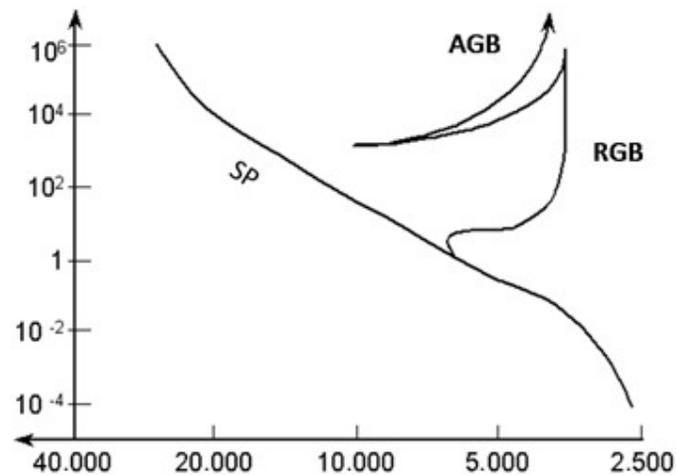


Figura 8.13 - No diagrama HR, a estrela se dirige outra vez para cima e para a direita. A estrela agora é uma supergigante vermelha. (Crédito: NOAO.)

A estrela na região AGB é formada por um núcleo de carbono e oxigênio inerte e degenerado, circundado por uma concha de hélio em processo de fusão, e ainda por uma segunda concha envolvendo a primeira, onde o hidrogênio está se convertendo em hélio. Tudo isso de forma muito compacta: todas essas regiões, juntas, têm dimensões da ordem do diâmetro da Terra apenas. Em volta delas, há um gigantesco envoltório de hidrogênio inerte, cujas dimensões são próximas às da *órbita* do planeta

⁸⁷ A abreviação AGB vem da expressão inglesa *asymptotic giant branch*, ou seja, “ramo assintótico das gigantes”, e é rotineiramente usada nessa forma nos textos técnicos; por esse motivo, usaremos aqui também essa abreviação. Usam-se ainda por vezes as expressões “estrela AGB” ou “do tipo AGB”.

Marte. Quando nosso Sol se tornar uma supergigante vermelha, engolirá os planetas Mercúrio, Vênus e a Terra. Ele terá então uma luminosidade dez mil vezes maior que a atual, temperatura efetiva da ordem de 3.000 K, e perderá massa a uma taxa mil vezes maior que na fase RGB (ou 10^{10} vezes maior que na fase atual). Tudo parece indicar que a história se repetirá outra vez e que teremos um novo ciclo, talvez agora com um “flash de carbono” no lugar do flash de hélio – mas não é isso o que acontece. A temperatura mínima para a reação seguinte (a fusão nuclear do carbono) é de 600 milhões de kelvins. Uma estrela de baixa massa nunca chegará a atingir essa temperatura no seu núcleo, e não poderá transformar o carbono em elementos mais pesados através de reações termonucleares de fusão.

8.4.1.4 O fim da vida: nebulosas planetárias e anãs brancas

O que acontecerá então com a estrela em seguida? O núcleo de carbono-oxigênio está inerte, mas as conchas de hélio e de hidrogênio não. Um mecanismo periódico de pulsos térmicos passa a se desenvolver, envolvendo as duas camadas. A estrela irá sofrer diversos pulsos térmicos em intervalos de tempo cada vez menores, até que, finalmente, quase todo o material das camadas externas é separado do núcleo e ejetado definitivamente para fora da estrela. Esse material se expande rapidamente no espaço, formando uma nebulosa, com aquilo que era o núcleo da estrela original no seu centro. Esse núcleo é agora um objeto compacto, a temperaturas superficiais da ordem de 100.000 K, e que emite fortemente em ultravioleta, ionizando e excitando os gases da nebulosa, que se torna visível por fluorescência, emitindo luz em tons verde-azulados. Esse tipo de nebulosa é conhecido como *nebulosa planetária*, e o objeto compacto que anteriormente era o núcleo da estrela se torna uma *anã branca*. Nesse ponto, a morte da estrela – agora dividida – é inexorável. Antes disso, no entanto, ela já terá semeado no espaço interestelar átomos de carbono, nitrogênio e oxigênio, que irão fazer parte de novas gerações de estrelas.

Uma nebulosa planetária típica representa uma ejeção de massa da ordem de 10% a 20% da massa solar pela estrela original. Seus gases são lançados ao espaço a velocidades de dezenas de km/s, e continuam se expandindo até se desfazerem completamente no meio interestelar, dezenas de milhares de anos depois da ejeção. As nebulosas planetárias têm tempo de vida quase insignificante quando comparadas ao período de vida anterior da estrela progenitora: algo como 30 mil a 50 mil anos apenas. Mas, por outro lado, elas são um mecanismo poderoso para o enriquecimento do meio interestelar: estima-se atualmente que sejam responsáveis por uma adição de massa da ordem de $5 M_{\odot}$ por ano ao meio interestelar na nossa Galáxia. Isso representa *aproximadamente 15% de toda a matéria adicionada, sob todas as formas, ao meio interestelar da Via Láctea*. Por esse motivo, acredita-se que as nebulosas planetárias tenham um papel essencial na evolução química da Galáxia.

O outro componente em que se dividiu nossa estrela no fim da fase AGB é o objeto compacto central: uma relíquia daquilo que era antes o núcleo da estrela. Esse objeto está a temperaturas em torno de 100.000 K a 200.000 K, o que é muito mais alto que a temperatura efetiva de qualquer estrela nas fases anteriores. Sua massa é da ordem de grandeza de uma massa solar, mas suas dimensões não são muito diferentes das da Terra. Isso indica a incrível densidade da matéria do objeto: uma colher de chá dela pesaria cinco toneladas! Formado essencialmente por carbono e oxigênio e sem massa suficiente para atingir a temperatura de fusão do carbono, o objeto compacto não tem mais fonte de energia, e irá simplesmente se resfriar lentamente por *bilhões e bilhões de anos*. Objetos assim são conhecidos como *anãs brancas*. Especula-se que, após se resfriarem completamente, as anãs brancas poderiam se transformar em hipotéticas “anãs negras”; mas o tempo que uma anã branca levaria para resfriar por completo é *muito mais longo do que a idade atual do Universo* (ADAMS; LAUGHLIN, 1997). Por isso mesmo, nenhuma “anã negra” foi observada até hoje. Poder-se-ia pensar que, à medida que se resfria, a anã branca tenderia também a se contrair sob o efeito de sua própria gravidade. Mas não é isso o que ocorre. Durante todo o resfriamento, o objeto mantém suas dimensões. Isso ocorre porque sua densidade (da ordem de 10^6 g/cm^3) é tão alta que, no seu interior, os *elétrons encontram-se novamente degenerados*. É justamente a pressão de degenerescência dos elétrons que sustenta a anã branca contra o colapso gravitacional; ela tem, no entanto, um limite. Para que a anã possa ter uma configuração estável (ou seja, não colapse) existe um limite máximo para a massa que uma anã branca pode ter. Esse limite de estabilidade das anãs brancas foi calculado em 1930 pelo jovem (de apenas vinte anos) Subrahmanian Chandrasekhar, e vale 1,44 massas solares. Em outras palavras, não existe nenhuma anã branca com massa igual ou maior que $1,44 M_{\odot}$ (o chamado *limite de Chandrasekhar*).

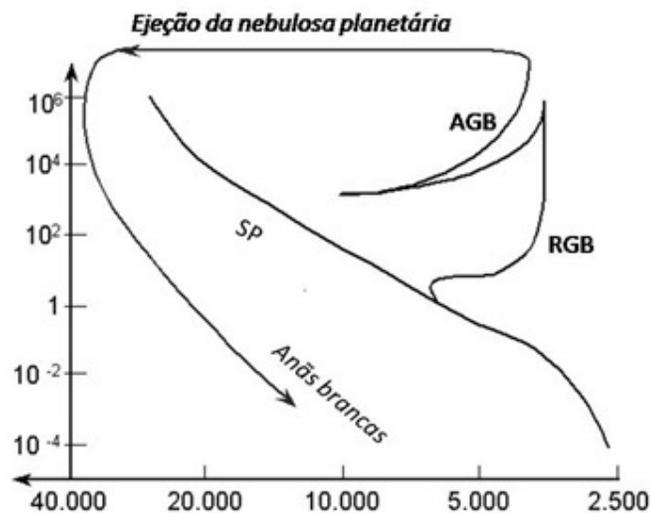


Figura 8.14 – Evolução pós-sequência principal completa de uma estrela de baixa massa. (Crédito: NOAO.)

Esse será o destino final da grande maioria das estrelas da Via Láctea, inclusive o nosso Sol. Dentro de algo como dez a onze bilhões de anos, ele será uma apagada anã branca, cerca de dez mil vezes menos brilhante do que é hoje, e reduzido ao tamanho de nossa Terra (que por sinal já terá deixado de existir há muito). Um astro morto, que ainda irá esfriar vagarosamente por mais bilhões e bilhões de anos. Não parece muito animador. Mas, para aqueles que acham que esse é um fim melancólico para nosso Sol, basta lembrar que uma boa parte da sua matéria atual já terá a essa altura se convertido em novas gerações de estrelas – muitas delas com planetas a seu redor, e pelo menos alguns destes abrigando, talvez, novas formas de vida. O ciclo de vida das estrelas e do Universo continuará, mesmo muito depois da morte do Sol.

8.4.2 Grupo 2: estrelas de massas muito baixas (abaixo de $0,5 M_{\odot}$)

Do estudo da formação estelar, já sabemos que a massa mínima para que uma estrela possa ser considerada como tal é de $0,08 M_{\odot}$ (abaixo desse valor, temos os objetos chamados de *anãs marrons*). Vimos também (Tabela 8.3) que, quanto menor a massa de uma estrela qualquer, maior será o tempo que ela passará na sequência principal – e que nenhuma estrela de massa abaixo de $0,5 M_{\odot}$ (geralmente chamadas também de “anãs vermelhas”) deixou a sequência principal até hoje. Isso evidentemente significa que é impossível obtermos dados observacionais sobre a fase pós-sequência principal das estrelas desse grupo; por isso, o estudo dessa fase é baseado puramente em modelos teóricos, que indicam que essas estrelas não possuem massa suficiente para atingir a temperatura necessária para fundir o hélio em seus núcleos.

Os cálculos mostram também que, ao menos para a maior parte das anãs vermelhas, o transporte de energia é feito exclusivamente (ou quase) por correntes profundas de convecção. Assim, como até mesmo o hidrogênio das regiões próximas à superfície pode ser levado novamente pela convecção até o núcleo, uma porcentagem maior que 10% de seu hidrogênio total poderá ser convertido em hélio durante a vida da estrela na sequência principal. Em outras palavras, elas não obedecem ao limite de Schenberg-Chandrasekhar. Outra peculiaridade interessante deste grupo é que uma grande parcela das anãs vermelhas poderá nunca se tornar gigante vermelha: modelos mostram que, para massas abaixo de $0,25 M_{\odot}$, as estrelas passam diretamente da sequência principal para o ramo das anãs brancas – neste caso, anãs brancas compostas principalmente por hélio, que se resfriarão muito vagarosamente em seguida, em um processo que pode se estender por *trilhões de anos* (ADAMS; GRAVES; LAUGHLIN, 2004).

As anãs vermelhas dos tipos espectrais M e eventualmente K constituem o maior número de estrelas nas proximidades do Sol e provavelmente também em nossa Galáxia. Por isso, apesar das evidentes dificuldades observacionais causadas por sua baixa luminosidade, seu estudo é muito importante nos dias de hoje.

8.4.3 Grupo 3: estrelas de alta massa, ou massivas (com massa acima de $8 M_{\odot}$)

Estas estrelas são quentes e luminosas, situando-se na sequência principal à esquerda e acima da posição do Sol, e pertencem geralmente aos tipos espectrais O e B. A evolução aqui se dará de forma bem diversa: logo de início, vale lembrar que as fases evolutivas dessas estrelas são muito mais curtas que nas estrelas de baixa massa (Tabela 8.3). Em segundo lugar, se para as estrelas do Grupo 1 tínhamos a formação de elementos químicos por reações de fusão até o carbono e oxigênio, nas do Grupo 3 todos os demais elementos podem ser sintetizados. O fim de uma estrela massiva é também muito mais dramático que o das de baixa massa, gerando explosões colossais chamadas *supernovas*. Também essas explosões geram objetos compactos, porém não mais as anãs brancas: teremos aqui, mais uma vez em função da massa, *estrelas de nêutrons* ou *buracos negros*.

8.4.3.1 Fusão dos elementos químicos mais pesados que o carbono

Uma estrela de alta massa, ao deixar a sequência principal, passa inicialmente pelas mesmas fases que as estrelas de baixa massa: gigante vermelha RGB, fusão de hélio pelo processo triplo-alfa (embora de uma forma mais gradual que o *helium flash*) e supergigante AGB. Mas, nesta fase, o seu núcleo de carbono e oxigênio é mais massivo, e por isso ele pode continuar a se contrair e aumentar a temperatura – até chegar aos 600 milhões de kelvins, em que a fusão de carbono se inicia. A fusão de carbono se dá através de uma multiplicidade de reações termonucleares, produzindo diversos elementos: oxigênio, neônio, sódio e magnésio. Ela é muito mais rápida que os estágios anteriores (dá-se em tempos da ordem de grandeza de *mil anos apenas*). A estrela nem tem tempo para rearranjar a sua estrutura, e continua no ramo das AGB.

Uma vez terminada a fusão do carbono, o patamar seguinte será a *fusão do neônio* – que só acontece a temperaturas acima de 10^9 K (um bilhão de kelvins). Qual a razão dessas temperaturas crescentes? Basta lembrar que os núcleos dos elementos pesados possuem maior número de prótons que os dos elementos leves, e conseqüentemente maiores serão as forças de natureza elétrica (*barreira coulombiana*) entre eles. Para que a força nuclear forte possa agir e suplantar essas forças, os núcleos terão de se mover muito mais rapidamente, além de o ambiente ser muito denso. Isso quer dizer que a região central da estrela precisará estar a temperaturas e densidades muito mais elevadas (tanto maiores quanto maior for o número de prótons no núcleo). Isso só é possível se a estrela tiver alta massa.

Assim, as diversas reações de fusão que se seguem à do carbono se darão a patamares de temperatura cada vez mais altos e produzirão elementos cada vez mais pesados⁸⁸.

⁸⁸ O processo de formação de elementos químicos mais pesados por sucessivas reações termonucleares no interior das estrelas é denominado *nucleossíntese estelar*. Seus princípios foram descritos em 1957 em um artigo seminal para a Astrofísica, conhecido como “B2FH” (BURBIDGE et al., 1957).

Modelos indicam que a fusão do carbono é possível para estrelas de $4 M_{\odot}$; a partir daí, entretanto, a massa ZAMS *mínima* que a estrela precisa ter para que esses patamares seguintes sejam alcançados é de oito massas solares. Dessa forma, uma estrela de massa acima de $8 M_{\odot}$ passa sucessivamente pelas etapas de fusão do hidrogênio, hélio, carbono e neônio (cada vez mais rapidamente e a temperaturas mais altas).

A *fusão do neônio* se dá através de uma complexa rede de reações termonucleares, que irá produzir mais oxigênio, magnésio e outros elementos, liberando neutrinos em grande quantidade. Terminada essa fase, o núcleo se contrairá mais uma vez, e a temperatura voltará a subir. A etapa seguinte será a *fusão do oxigênio*, que acontece quando a temperatura central estiver em torno de 1,5 bilhão de kelvins. Também aqui, não teremos uma única reação, mas uma complexa cadeia delas, dando origem a mais uma série de elementos pesados, entre os quais o silício, o enxofre e o fósforo, e produzindo imensas quantidades de neutrinos e nêutrons.

Mas o processo não para por aí. A história se repete: terminada a fase de fusão do oxigênio, o núcleo da estrela (agora rico em silício) contrairá mais uma vez, e a temperatura voltará a subir. Ao atingir o patamar de 2,7 bilhões de kelvins, será a vez da *fusão do silício* ser desencadeada. Mais uma vez, teremos aqui outra complexa rede de reações termonucleares, envolvendo agora núcleos de silício e produzindo uma série de elementos químicos centrados principalmente no *ferro*, mas com teores menores de níquel, cobalto, manganês, titânio e cromo. Costuma-se chamar ao conjunto desses elementos *grupo do ferro*, e dizemos que um *núcleo de ferro* se formou nessa etapa. A estrutura interna da estrela tem agora o aspecto da Figura 8.15.

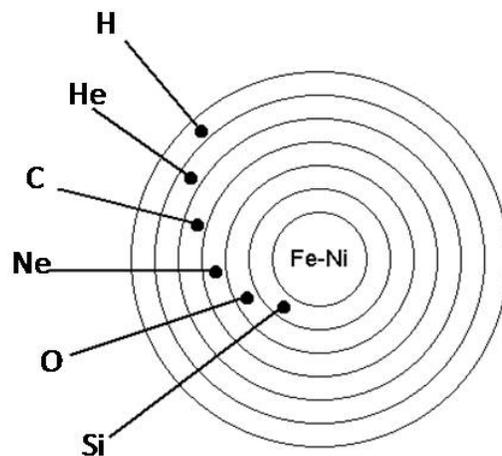


Figura 8.15 – A estrutura interna da estrela após a formação do núcleo de ferro-níquel mais parece uma cebola cortada ao meio! Em volta do núcleo, há camadas concêntricas, onde cada um dos elementos químicos gerados nas fases anteriores está se fundindo. Há conchas de fusão de silício, oxigênio, neônio, carbono, hélio e hidrogênio. Figura não em escala. (Crédito: NUPECC/ESF.)

Entre cada duas dessas conchas concêntricas onde as reações nucleares se processam, existem camadas intermediárias, onde não há fusão, mas nas quais o material se encontra enriquecido com os elementos formados na concha imediatamente interna a ela. A camada mais externa é um descomunal envoltório de hidrogênio inerte. O raio do núcleo equivale, aproximadamente, ao raio da Terra, mas a camada externa pode ter as dimensões da *órbita* do planeta Júpiter (algo como mil vezes o diâmetro atual do Sol). Conhecemos algumas poucas estrelas nessa situação: Betelgeuse, na constelação de Orion, ou Antares, na do Escorpião. Ao redor da estrela, a perda de massa se dá furiosamente, lançando matéria ao espaço, através de violentíssimos ventos estelares. A estrela está literalmente a um passo de sua destruição.

8.4.3.2 O fim da vida: a explosão de uma supernova

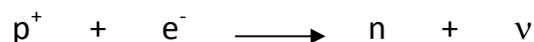
Uma vez formado o núcleo de ferro, sua temperatura já está na casa dos bilhões de graus e continua subindo. Em todas as etapas anteriores, a estrela se mantinha em equilíbrio pelo desencadeamento de novas reações termonucleares em seu interior. Porém, quando se forma o núcleo de ferro, isso não é mais possível. O Fe possui a maior energia de ligação por núcleon (portanto o núcleo mais estável) entre todos os elementos químicos. Assim, ao contrário de todas as reações anteriores, a fusão do ferro é *endotérmica* – ou seja, *absorve calor do restante da estrela*. Ora, a única energia disponível no núcleo agora é a contração gravitacional. Assim, quando o núcleo atinge uma determinada massa (estimada pelos modelos atuais em $1,2 M_{\odot}$ a $1,4 M_{\odot}$ e as temperaturas são da ordem de bilhões de kelvins, um novo processo se desencadeia de forma explosiva: a *fotodesintegração do núcleo de ferro*. Nas condições extremas de temperatura do núcleo, os fótons de radiação gama emitidos são tão energéticos que causam o rompimento dos átomos de ferro por colisão. Num primeiro momento, o ferro é transformado em átomos de hélio e nêutrons livres:



Imediatamente a seguir, esses átomos de hélio também são desintegrados, transformando-se em prótons e nêutrons:



Os prótons produzidos nessas reações de desintegração, por sua vez, sob as condições extremas de densidade do núcleo combinam-se com os elétrons que ajudavam a sustentar as camadas superiores da estrela, produzindo ainda mais *nêutrons*, além de uma quantidade torrencial de *neutrinos*, que imediatamente escapam da estrela:



As duas reações de fotodesintegração e mais a subsequente reação de captura dos elétrons transformam o ferro existente no núcleo em prótons, e logo a seguir em

nêutrons e neutrinos. Tudo isso acontece em *décimos de segundo*. Todo o longo trabalho de construção de elementos pesados no núcleo (que, para uma estrela massiva, levou milhões de anos para se consumir) é revertido e desconstruído nesse curtíssimo espaço de tempo (ver Tabela 8.4).

Etapa	Temperatura do núcleo (K)	Densidade do núcleo (g/cm ³)	Duração da etapa
Fusão do hidrogênio	4×10^7	5	7 milhões de anos
Fusão do hélio	2×10^8	7×10^3	700.000 anos
Fusão do carbono	6×10^8	2×10^5	600 anos
Fusão do neônio	$1,2 \times 10^9$	4×10^6	1 ano
Fusão do oxigênio	$1,5 \times 10^9$	10^7	6 meses
Fusão do silício	$2,7 \times 10^9$	3×10^7	1 dia
Colapso do núcleo	$5,4 \times 10^9$	2×10^9	0,25 segundos

Tabela 8.4 – Estágios evolutivos de uma estrela de 25 massas solares. (Crédito: WOOSLEY; WEAVER, 1982.)

E mais: a fotodesintegração é um processo altamente *exotérmico*, o que significa que o núcleo instantaneamente se resfria e contrai catastroficamente (chamamos a isso *colapso do núcleo*). Em dois *décimos de segundo*, o núcleo, que tinha um raio de cerca de 6.000 km, se reduziu a algo como 20 km apenas (algo quase inimaginável). Nessas dimensões, a densidade do núcleo atinge valores na casa de 10^{14} g/cm³. Essa é a chamada *densidade nuclear* (a densidade na qual os prótons e nêutrons existentes nos núcleos atômicos comuns se comprimem), e é apenas nessa condição extrema que pode ocorrer a reação de captura dos elétrons vista acima. A matéria nesse estado é praticamente impossível de ser ainda mais comprimida, e o núcleo (agora composto de nêutrons apenas) se torna rígido. Não temos mais elétrons, mas sim *nêutrons degenerados*. O remanescente do núcleo original se converteu em um novo tipo de objeto compacto: uma *estrela de nêutrons*.

O colapso quase instantâneo do núcleo deixou as camadas superiores totalmente sem sustentação contra a ação da gravidade, e assim elas literalmente desabam sobre o núcleo rígido (com velocidades da ordem de 15 a 20% da velocidade da luz). Quando o material em queda se choca com o núcleo rígido, ricocheteia sobre ele, e uma fortíssima onda de choque é gerada. Essa onda se dirige de volta para a superfície da estrela, ajudada pela torrente de neutrinos que escapam do núcleo, arrastando com

ela o material do interior da estrela. Tipicamente após poucas horas, a onda de choque chegará à superfície com velocidades próximas a 10% da velocidade da luz. A fotosfera da estrela é destruída por uma explosão colossal e seu material é lançado de forma violenta para o espaço. Quando isso acontecer, a supernova estará emitindo no visível com uma luminosidade equivalente ao de uma galáxia inteira. A energia liberada na explosão é mais ou menos cem vezes a energia que nosso Sol produzirá durante *todo o seu tempo de vida na sequência principal*. É justamente essa sequência de eventos o que caracteriza a explosão de uma *Supernova Tipo II*: ela é o resultado da explosão de uma estrela de massa superior a oito massas solares, quando o núcleo recém-formado de ferro se desintegra e colapsa.

A estrela é destruída na explosão, com exceção do núcleo. Este é convertido em uma *estrela de nêutrons*, caso a sua massa final seja aproximadamente de 1,4 a 3 massas solares (o que correspondia a uma massa inicial na ZAMS da ordem de $25 M_{\odot}$, considerados todos os episódios de perda de massa na sua evolução). Caso sua massa final seja maior que $3 M_{\odot}$ (ou massa ZAMS maior que $25 M_{\odot}$), acredita-se que o núcleo da estrela se transformará em um *buraco negro*.

Estrelas de nêutrons são objetos extremamente compactos, constituídos inteiramente pelos nêutrons que existiam no núcleo das estrelas originais. Todas elas possuem raio muito pequeno (cerca de 10 km, o tamanho de uma cidade) e densidades ainda maiores que as anãs brancas, da ordem de 10^{14} a 10^{15} g/cm³: uma pessoa que pesa 70 kg na Terra pesaria 14 bilhões de toneladas na superfície de uma estrela de nêutrons! Todas elas giram com uma rotação extremamente rápida, da ordem de frações de segundo – o que se explica pela maneira pela qual elas se formaram (o colapso quase instantâneo de um núcleo de cerca de 6.000 km de raio para apenas 10 km) e pelas leis da conservação do momento angular (as mesmas que garantem que uma patinadora no gelo possa girar a velocidades muito maiores quando cola os braços ao corpo). As estrelas de nêutrons estão associadas ao fenômeno dos pulsares, descoberto na década de 1960 por Jocelyn Burnell e Anthony Hewish: pulsos regulares de radiação eletromagnética provenientes de certas regiões do céu, que posteriormente foram identificadas como locais em que haviam explodido supernovas há séculos ou milênios no passado. A rápida rotação da estrela e seu intenso campo magnético criam feixes de radiação eletromagnética, que se projetam da estrela ao longo do seu eixo magnético. Esses feixes giram com a estrela, mais ou menos como o feixe de luz de um farol. Se, por uma circunstância, a Terra estiver na linha do feixe, nós o veremos sob a forma de um pulso, a cada vez que a estrela gira.

Já no caso de um buraco negro, a estrela colapsa por completo sob a ação de sua própria gravidade, convertendo-se em um ponto geométrico de dimensão zero e no qual a densidade tende ao infinito. Esse ponto recebe o nome de *singularidade*. Na singularidade, a atração gravitacional é tão intensa que nem mesmo a luz pode

escapar. Embora o núcleo da estrela original tenha desaparecido na singularidade, os seus *efeitos gravitacionais permanecem*, assim como a sua *massa*. Podemos assim falar de buracos negros cuja massa é, por exemplo, de cinco massas solares (caso dos buracos negros de origem estelar), ou de buracos negros supermassivos, com milhões de massas solares (encontrados no centro de galáxias). Mas como nenhum objeto (nem mesmo a luz) pode escapar da singularidade, nenhuma outra informação sobre a estrela original depois que ela colapsou poderá ser obtida. O estudo das propriedades dos buracos negros deve ser feito à luz da Teoria da Relatividade Geral, que descreve a geometria do espaço-tempo nas proximidades de objetos muito massivos, e portanto está inteiramente fora do escopo deste trabalho.

E quanto ao imenso envoltório gasoso que circundava o núcleo da estrela? O material da estrela que foi lançado ao espaço pela explosão irá gerar uma “bolha” de gás que se afasta a velocidades da ordem de 10.000 km/s. Essa bolha gradualmente se transforma em uma nebulosa filamentar e, finalmente (após alguns milhares de anos), se desfaz completamente no espaço interestelar, enriquecendo-o com os elementos pesados ejetados na explosão⁸⁹. As ondas de choque provenientes da explosão da supernova irão comprimir os gases das nuvens moleculares que eventualmente se encontravam próximas à estrela original, desencadeando a formação de novas gerações de estrelas.

A maior parte dos elementos pesados que são lançados ao espaço se formaram durante a fase de propagação da onda de choque (antes que a onda chegasse à superfície da estrela) através das chamadas *reações de nucleossíntese explosiva* (também conhecidas como *processo-r de captura de nêutrons*). Mas, mesmo antes da explosão, muitos outros elementos químicos já haviam sido produzidos nas camadas internas da estrela por outros mecanismos de nucleossíntese (além, naturalmente, das reações de fusão que se processavam no núcleo). Os mais importantes entre esses mecanismos são chamados *captura de partículas alfa* e *captura de nêutrons*.

A captura de partículas alfa compreende todas as reações nas quais um núcleo de um elemento químico se combina com um núcleo de hélio (cujo nome, no século XIX, era “partícula alfa”), produzindo assim um elemento mais pesado. Isso ocorre, em geral, nos estágios finais da evolução das estrelas massivas, quando a temperatura central atinge valores próximos de 10^9 K. Por esse processo se formam, por exemplo, quantidades significativas de oxigênio, neônio, magnésio, silício, enxofre, argônio e cálcio. Uma segunda cadeia de reações envolve a *captura de nêutrons*. Já vimos que diversas das reações de fusão termonuclear produzem nêutrons livres em grande quantidade, que ficam dessa forma disponíveis para se combinarem com outros núcleos atômicos já existentes nas camadas internas da estrela. Esses processos são importantes para a formação de elementos químicos pesados, como cobalto, níquel,

⁸⁹ Esses restos da explosão são conhecidos como *remanescentes de supernova* (em inglês, *supernova remnants*, ou SNR).

cobre, zinco, gálio, e assim por diante – em uma sequência que vai até o elemento químico bismuto, que tem número atômico 83. Para números atômicos acima do bismuto, apenas os processos de núcleossíntese explosiva funcionarão.

Todas essas reações só podem ocorrer em um ambiente extremamente energético, e nenhum outro ambiente na Natureza que não sejam as estrelas massivas alcançará esses níveis. Assim, os processos de nucleossíntese que nelas ocorrem e a explosão de supernovas em seu fim de vida são uma das únicas maneiras pela qual os elementos químicos mais pesados que o ferro (como o zinco, prata, ouro, estanho, chumbo, mercúrio ou urânio) podem se formar. Como os nossos próprios corpos, nossa Terra e todo o sistema solar possuem traços de todos esses elementos, podemos ter a certeza de que eles contêm átomos que, em um passado remoto, se formaram no interior de estrelas massivas e/ou na explosão de uma supernova. Ou, citando as palavras do astrônomo norte-americano Carl Sagan:

“Todos os materiais rochosos e metálicos sobre os quais pisamos, o ferro em nosso sangue, o cálcio em nossos dentes e o carbono nos nossos genes foram produzidos há bilhões de anos no interior de uma estrela supergigante vermelha. Somos feitos do material das estrelas”. (SAGAN, 1973, tradução nossa).

8.5 Atividades sugeridas (para professores)

- Uma maneira geralmente útil para os alunos fixarem a vasta gama de informações que constitui o tema deste capítulo é a visual, assistindo (em casa ou em sala) a alguns vídeos de boa qualidade disponíveis hoje pela Internet e discutindo-os posteriormente em sala. O professor poderá organizar as discussões, orientando os alunos a relacioná-las com cada tópico visto aqui. Caso deseje, ele poderá dividir os alunos e os temas em grupos de acordo com o tema.
- A equipe do *Hubble Space Telescope* (NASA/ESA) produziu uma série de vídeos curtos (*“Hubblecasts”*), vários dos quais versam sobre tópicos de evolução estelar vistos neste capítulo. Todos têm duração de cerca de 5 minutos, podem ser assistidos online ou baixados para serem posteriormente exibidos. Os vídeos são narrados em inglês, porém podem ser configurados (em *“settings”*) para mostrar legendas em português. Recomendamos em especial os que se seguem:

Hubblecast 51: Star-forming region (Duração 4:43)
<<http://www.spacetelescope.org/videos/heic1118a/>>

Hubblecast 44: Hubble spies on the Tarantula Nebula (Duração 4:47)
<<http://www.spacetelescope.org/videos/heic1105a/>>

- Hubblecast 32: Born in Beauty: Proplyds in the Orion Nebula (Duração 6:14)
<<http://www.spacetelescope.org/videos/heic0917a/>>
- Hubblecast 37: Bubbles and baby stars (Duração 4:37)
<<http://www.spacetelescope.org/videos/heic1011a/>>
- Hubblecast 61: A Tour of (planetary nebula) NGC 5189 (Duração 5:22)
<<http://www.spacetelescope.org/videos/heic1220a/>>
- Hubblecast 86: The wings of the Twin Jet Planetary Nebula (Duração 5:13)
<<http://www.spacetelescope.org/videos/heic1518a/>>
- Hubblecast 52: The Death of Stars (Duração 6:49)
<<http://www.spacetelescope.org/videos/hubblecast52a/>>
- Hubblecast 15: Black hole found in enigmatic Omega Centauri (Duração 5:50)
<<http://www.spacetelescope.org/videos/heic0809a/>>

- No website abaixo, do ESO (European Southern Observatory) são disponibilizados centenas de pequenos textos (press releases) em português sobre diversos temas astronômicos. Muitos deles versam sobre evolução estelar. Divida os alunos em grupos de 2 – 3 pessoas cada e peça a eles para escolherem um dentre esses temas e montarem um pequeno seminário (~15 min) sobre o assunto escolhido. O seminário deve se feito para toda a turma e, após sua apresentação, recomenda-se uma curta sessão de esclarecimento de dúvidas e perguntas. Consulte:

<<http://www.eso.org/public/brazil/news/>>

Referências bibliográficas para o Capítulo 8

ADAMS, F.C.; GRAVES, G.J.M.; LAUGHLIN, G. Red dwarfs and the end of the main sequence. *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, v. 22, p. 46-9, 2004. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2004RMxAC..22...46A>>. Acesso em: 26 de junho de 2017.

ADAMS, F.C.; LAUGHLIN, G. A dying Universe: the long-term fate and evolution of astrophysical objects. *Reviews of Modern Physics*, v. 69, p. 337-72, 1997. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1997RvMP...69..337A>>. Acesso em: 24 de junho de 2017.

BERTULANI, C.; KAJINO, T. *Frontiers in Nuclear Astrophysics*. arXiv:1604.03197. Disponível em: <<https://arxiv.org/abs/1604.03197>>. Acesso em: 22 de junho de 2017.

BURBIDGE, E.M.; BURBIDGE, G.R.; FOWLER, W.A.; HOYLE, F. ("Paper B2FH"). *Synthesis of the elements in stars. Reviews of Modern Physics*, v. 29, issue 4, p. 547-650, 1957. Disponível em: <https://www.pmf.unizg.hr/_download/repository/burbidge_RMP_29_547_1957.pdf>. Acesso em: 26 de junho de 2017.

CLAYTON, D.D. *Principles of stellar evolution and nucleosynthesis*. Chicago: University of Chicago Press, 1983.

CRAQ (Centre de Recherche en Astrophysique du Québec). Website. Disponível em: <<http://craq-astro.ca/phy1971/chap20/index20.html>>. Acesso em: 22 de junho de 2017.

CROWTHER, P. et al. The R136 star cluster hosts several stars whose individual masses greatly exceed the accepted $150 M_{\odot}$ stellar mass limit. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 408, issue 2, p. 731-51, 2010. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2010MNRAS.408..731C>>. Acesso em: 18 de junho de 2017.

EADIE, G. et al. Bayesian mass estimates of the Milky Way: including measurement uncertainties with hierarchical Bayes. *The Astrophysical Journal*, v. 835, issue 2, p.9, 2017. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2017ApJ...835..167E>>. Acesso em: 19 de junho de 2017.

GOODMAN, A. Observing star formation from the interstellar medium to star-forming cores. Lecture. Online version, Harvard University Department of Astronomy, 1999. Disponível em: <<https://www.cfa.harvard.edu/~agoodman/>>. Acesso em: 18 de junho de 2017.

HODGE, P. Studies of the Large Magellanic Cloud. I. The red globular clusters. *Astrophysical Journal*, v. 131, p. 351, 1960. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1960ApJ...131..351H>>. Acesso em: 9 de junho de 2017.

HODGE, P. Studies of the Large Magellanic Cloud. V. The young populous clusters. *Astrophysical Journal*, v. 133, p. 413, 1961. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1961ApJ...133..413H>>. Acesso em: 9 de junho de 2017.

KARTTUNEN et al. *Fundamental Astronomy*. Berlin-Heidelberg: Springer-Verlag, 5th ed., p. 243-6, 2007.

KAUFMANN, W.J.; FREEDMAN, R.A. The birth of stars. In: *Universe*. New York: W.H. Freeman and Co., 5th ed., p. 491-516, 2000.

KUIPER, G.P. The empirical mass-luminosity relation. *Astrophysical Journal*, v. 88, p. 472, 1938. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1938ApJ....88..472K>>. Acesso em: 22 de junho de 2017.

LAUGHLIN, G.; BODENHEIMER, P.; ADAMS, F.C. The end of the main sequence. *The Astrophysical Journal*, v. 482, issue 1, p. 420-32, 1997. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1997ApJ...482..420L>>. Acesso em: 25 de junho de 2017.

MACIEL, W.J. *Introdução à estrutura e evolução estelar*. São Paulo: Editora da Universidade de São Paulo, p. 45-50, 96-97 e 240, 1999.

ORCHISTON, W. Australian Aboriginal, Polynesian and Maori Astronomy. In: WALKER, C. (ed.), *Astronomy before the Telescope*. Londres: British Museum Press, p. 318-28, 1996.

OSTLIE, D.A.; CARROLL, B.W. *An introduction to modern Stellar Astrophysics*. Boston: Addison-Wesley, 1st ed., p. 368, 1996.

SAGAN, C. *The cosmic connection*. Cambridge: Cambridge University Press, p. 186-91, 2000. Reprinted from SAGAN, C. *The cosmic connection*, Doubleday & Co., 1973.

SAGAR, R.; CANNON, R.D. A deep UBVRI CCD photometric study of the moderately young southern open star cluster NGC 4755. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, v. 111, p. 75, 1995. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1995A%26AS..111...75S>>. Acesso em: 22 de junho de 2017.

SCHNEIDER, P. *Extragalactic Astronomy and Cosmology: an introduction*. Berlin: Springer-Verlag, p. 35-87, 2010.

SOUZA, M.A.M.; DANTAS, J.D. Fenomenologia nuclear: uma proposta conceitual para o Ensino Médio. *Caderno Brasileiro de Ensino de Física*, v. 27 n. 1, p. 136-58, 2010. Disponível em: <<https://periodicos.ufsc.br/index.php/fisica/issue/view/1376>>. Acesso em: 20 de junho de 2017.

STOLTE, A. Pre-main sequence evolution. Lecture, 2012. Argelander Institut für Astronomie, University of Bonn. Disponível em: <https://astro.uni-bonn.de/~astolte/StarFormation/Lecture2012_PMS.pdf>. Acesso em: 20 de junho de 2017.

STROBEL, N. Astronomy notes. 2013. Disponível em: <<http://www.astronomynotes.com/>>. Acesso em: 16 de junho de 2017.

VAN DEN BERGH, S. *The galaxies of the Local Group*. Cambridge: Cambridge University Press, p. 279-88, 2000.

WARNER, B. Traditional astronomical knowledge in Africa. In: WALKER, C. (ed.), *Astronomy before the telescope*. Londres: British Museum Press, p. 304-17, 1996.

WESTERLUND, B.E. *The Magellanic Clouds*. Cambridge: Cambridge University Press, p. 1-249, 1996.

WILLIAMS, J.P; CIEZA, L.A, Protoplanetary disks and their evolution. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, v. 49, issue 1, p. 67-117, 2011. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2011ARA%26A..49...67W>>. Acesso em: 21 de junho de 2017.

WOOSLEY, S.E.; WEAVER, T.A. Nucleosynthesis in 25 M_⊙ stars of different population. In: *Essays in Nuclear Astrophysics*. Cambridge: Cambridge University Press, p. 377-99, 1982.

%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%

Guia de estudos “Astrofísica Estelar para o Ensino Médio”

Capítulo 9 – As estrelas variáveis

9.1 Introdução. Por que estudar estrelas variáveis?

De forma geral, dá-se o nome de “estrela variável” a qualquer estrela que apresente *variações em seu brilho aparente no decorrer do tempo*, de forma periódica ou não. Embora seja normalmente usada no dia a dia, essa definição é extremamente ampla. Por isso, alguns autores preferem ser mais específicos, para evitar confusão com as variações seculares de luminosidade que ocorrem com todas as estrelas em função do seu processo normal de evolução ao longo de milhões ou bilhões de anos (sob essa ótica, todas as estrelas seriam variáveis). Estes preferem estipular um período de tempo razoável no qual a variabilidade deva se manifestar (usualmente, várias décadas ou um século), assim como especificar uma amplitude⁹⁰ mínima para a variação de brilho (por exemplo, milésimos de magnitude) para que a estrela possa se enquadrar na definição de “variável” (HOFFMEISTER et al., 1985).

A variação de brilho pode ocorrer genericamente por duas espécies de motivos:

- Variações decorrentes de fatores relacionados à própria estrutura física das estrelas, como contrações e expansões das suas camadas externas (pulsações, que podem ser regulares ou não), com o conseqüente aumento e diminuição da superfície irradiadora. Outras estrelas variam de brilho em decorrência de erupções ou explosões ocorridas nas suas fotosferas ou interiores. De forma geral, as estrelas que apresentam esses tipos de mecanismo de variabilidade são conhecidas como *variáveis intrínsecas*.
- Variações decorrentes de fatores externos à constituição física da estrela, como eclipses que ocorrem em sistemas estelares binários ou múltiplos. Uma estrela com grandes manchas em sua fotosfera também pode apresentar-se como variável, à medida que sua rotação nos mostra faces com maior ou menor intensidade luminosa. De forma geral, as estrelas que apresentam um desses mecanismos de variabilidade são conhecidas como *variáveis extrínsecas*.

Por que é importante a observação das estrelas variáveis? Algumas razões são:

- Nos dias de hoje, contam-se centenas de milhares de estrelas variáveis já identificadas. Milhares delas são acessíveis a instrumentos de pequeno porte (como binóculos ou pequenos telescópios), e necessitam dados contínuos sobre sua variabilidade. Uma vez adquirida uma experiência mínima nas técnicas de estimativa de brilho, a observação é simples, rápida e pode ser feita à conveniência do observador. Esta é uma das poucas áreas da Astronomia em que se pode obter dados cientificamente úteis com instrumental modesto.

⁹⁰ Chama-se “amplitude” de uma estrela variável à diferença entre as suas magnitudes máxima e mínima.

- Recursos para ganhar experiência na observação e no registro dos dados (tais como tutoriais, cartas de busca, estrelas de comparação etc.) são abundantes e estão disponíveis com facilidade pela internet através de centros especializados na área. O mais eficiente e organizado desses centros internacionais é a AAVSO (<<https://www.aavso.org/>>). AAVSO é a sigla de American Association of Variable Stars Observers, sem dúvida a maior organização em escala mundial dedicada a estrelas variáveis. A AAVSO tem mais de um século de existência, mais de trinta milhões de observações catalogadas no seu banco de dados (que abrange centenas de milhares de variáveis) e disponibiliza gratuitamente uma infinidade de informações indispensáveis a todos os que se dedicam ao estudo das estrelas variáveis. Usaremos rotineiramente o website da AAVSO em todas as práticas que faremos nos próximos capítulos.
- Do ponto de vista de aplicações científicas, a observação regular das estrelas variáveis é uma fonte de dados importantíssima para o estudo das fases da evolução estelar, para a determinação das propriedades físicas, das distâncias, da rotação e de uma série de outras características das estrelas e de outros objetos astronômicos.
- No aspecto educacional, o estudo das estrelas variáveis facilita a compreensão de numerosos conceitos fundamentais de Física e Matemática e desenvolve nos alunos aptidões para atividades de pesquisa e prática do método científico.

9.2 Desenvolvimento do conhecimento sobre as variáveis

Historicamente, as primeiras variáveis descobertas foram *supernovas* e *novas*: estrelas que, através de mecanismos explosivos⁹¹, apresentam um grande acréscimo de brilho em um intervalo de tempo muito curto. A maior parte dessas estrelas era invisível a olho nu antes da erupção, de tal forma que, aos olhos dos observadores antigos, a aparência era de uma “estrela nova” em um ponto do céu onde nada havia antes. A maior parte dos registros antigos dessas estrelas é proveniente do Extremo Oriente: Japão, Coreia e, em particular, a China, onde elas eram designadas como *K’o-hsing*, ou “estrelas visitantes”.

A primeira compilação dos registros das novas e supernovas observadas no Extremo Oriente foi feita por Hsi Tse-tsung (1957). Nela, estão listadas 90 “estrelas visitantes” visualizadas no Japão e na China entre os anos de 532 a.C. e 1690 d.C. Há, porém, certa controvérsia sobre a confiabilidade de certas observações listadas por Hsi (CLARK; STEPHENSON, 1977). Um outro catálogo histórico, mais extenso, seria compilado em 1962 por Ho Peng Yoke⁹²; ele continha um total de 581 descobertas mencionadas em registros chineses, japoneses e coreanos entre 532 a.C. e 1600 d.C. – porém, na maior parte desses casos, os objetos referidos eram cometas e não estrelas (HOFFLEIT, 1986). Finalmente, o catálogo mais confiável até o momento parece ser exatamente aquele elaborado por Clark e Stephenson em 1977: ele contém 75 prováveis novas e

⁹¹ Modernamente, prefere-se a expressão “variáveis cataclísmicas” para designar esses tipos de estrelas.

⁹² Ho, Peng Yoke: Ancient and mediaeval observations of comets and novae in Chinese sources (1962). *Vistas in Astronomy*, v. 5, issue 1, p.127-225.

supernovas ocorridas entre 532 a.C. e 1609 d.C., que foram criteriosamente confrontadas com os registros históricos feitos na China, Japão, Coreia, países árabes, Vietnam e Europa para evitar possíveis equívocos e ambiguidades. Além disso, os pesquisadores determinaram as coordenadas galácticas e a duração de cada evento.

É digna de nota a absoluta escassez de registros de novas e supernovas na Europa durante o período medieval. Uma explicação plausível, encontrada em YAU (1988), CLARK; STEPHENSON (1977) e PERCY (2007), é que o conceito aristotélico de um universo perfeito e imutável estava tão firmemente enraizado nas mentes ocidentais da época que as impedia de reconhecer a existência de quaisquer fenômenos que significassem uma objeção a essa convicção. Tal preconceito, claramente, não atingia os observadores orientais, que eram instados a registrar qualquer fenômeno natural extraordinário, pela crença de que traria efeitos sobre a vida e as atividades humanas.

Assim, talvez não seja estranho que, nos últimos mil anos, as duas únicas supernovas indubitavelmente observadas na Europa o foram após a Renascença, época em que a doutrina aristotélica havia entrado em declínio: a supernova de Tycho Brahe em 1572 e a de Johannes Kepler em 1604. É também a partir do século XVI que as estrelas variáveis não explosivas começam a ser descobertas pelos ocidentais. A primeira delas foi Mira Ceti (ou Omicron da constelação de Cetus, a baleia). Descoberta em 1596 por David Fabricius (1564-1617), Mira⁹³ (cujo nome em latim significa “maravilhosa”) se tornaria o protótipo das variáveis intrínsecas de longo período, gigantes vermelhas cujo ciclo de pulsação dura, em média, cerca de um ano. O período de Mira, de cerca de onze meses, só seria determinado em 1638, por Johannes Holwarda (1618-1651). A segunda variável não-explosiva descoberta no mundo ocidental foi Algol (Beta Persei), uma variável extrínseca binária eclipsante, cujo ciclo de variação (de cerca de três dias) foi percebido em 1667⁹⁴ por Geminiano Montanari (1633-1687), mas só explicado em 1783 por John Goodricke (1764-1786), em uma reunião da Royal Society. Em fins do século XVIII, onze variáveis não-explosivas haviam sido descobertas (HOFFLEIT, 1997).

Nome	Ano	Classe	Descobridor
Mira Ceti	1596	Mira	Fabricius
Algol	1667	Binária eclipsante	Montanari
Chi Cygni	1686	Mira	Kirch
R Hydrae	1704	Mira	Maraldi
R Leonis	1782	Mira	Koch
Beta Lyrae	1784	Binária eclipsante	Goodricke
Eta Aquilae	1784	Cefeida	Pigott
Delta Cephei	1784	Cefeida	Goodricke
R Coronae Borealis	1795	R CrB	Pigott
Alfa Herculis	1795	Semi-regular	Herschel
R Scuti	1795	RV Tauri	Pigott

Tabela 9.1 – Variáveis não-explosivas descobertas até 1796. (Crédito: HOFFLEIT, 1997.)

⁹³ Há indicações de que Mira já tivesse sido visualizada durante seus máximos de brilho por Hiparco (em 134 a.C.) e por observadores chineses (em 1070 d.C.), mas em ambos os casos ela não continuou a ser observada em outras noites e sua mudança de brilho não pôde ser percebida (HOFFLEIT, 1997).

⁹⁴ É possível que a variabilidade de Algol já fosse conhecida pelos árabes muito antes dessa data, pois seu nome arábico significa “a estrela do demônio” (CAMPBELL; JACCHIA, 1946).

Nos séculos seguintes, o ritmo das descobertas seria acelerado, principalmente em função do início de uso de técnicas fotográficas para identificação de novas variáveis (a partir de meados do século XIX) e do desenvolvimento de novos métodos de aquisição e comparação de imagens; da participação dos astrônomos amadores no processo; da criação do projeto GCVS (*General Catalogue of Variable Stars*) para catalogação e classificação de todas as estrelas variáveis existentes – tarefa essa comissionada pela União Astronômica Internacional ao Sternberg Astronomical Institute e à Academia Russa de Ciências, ambos em Moscou (SAMUS et al., 2010); e, por fim, do início da automatização dos procedimentos de busca durante a segunda metade do século XX. A Tabela 9.2 demonstra essa evolução até 1983, ano da quarta edição do GCVS.

Ano	1786	1844	1890	1896	1912	1970	1983
Nº de variáveis	12	18	175	393	4.000	22.650	28.450

Tabela 9.2 – Número de descobertas de variáveis nos séculos XIX e XX. (Crédito: ROTH, 1994.)

A partir daí, o crescimento das descobertas seria explosivo. Para isso contribuíram os programas de monitoramento fotométrico de todo o céu, realizados por telescópios automatizados e câmeras CCD de campo amplo, tais como o All Sky Automated Survey (ASAS) e pelos observatórios espaciais, tais como o Hipparcos e o GAIA, da European Space Agency (ESA), da participação ativa dos astrônomos amadores com telescópios robóticos, além do avanço exponencial nas tecnologias de computação e comunicação. Dessa forma, a última edição do tradicional GCVS, publicada em 2015, continha 52.011 estrelas variáveis catalogadas. No entanto, mesmo esse não é o número mais atual. O portal VSX (*International Variable Star Index*, ver WATSON et al., 2006), uma imensa base de dados que inclui em tempo real, além do próprio GCVS, todos os dados que são gerados pelos *surveys* (programas de pesquisa) dos observatórios robóticos de todo o mundo e mais outras publicações da área, tais como o IBVS (*Information Bulletin of Variable Stars*)⁹⁵, já listava, no início de julho de 2017, nada menos de 432.500 estrelas variáveis e suspeitas de variação⁹⁶ – um número que cresce a cada dia!

É de se esperar que, na década de 2020, com o início de operação do *Large Synoptic Survey Telescope* (LSST) – um telescópio de 8,4 m de diâmetro dotado de uma enorme câmera digital de 3,2 gigapixels, que será capaz de varrer todo o céu em três dias e gerar 30 terabytes de dados a cada noite de observação –, o número de estrelas variáveis descobertas atinja a casa dos milhões (IVEZIC et al., 2014).

⁹⁵ O IBVS é um serviço da União Astronômica Internacional mantido pelo Konkoly Observatory, de Budapeste. Disponível em: <<http://www.konkoly.hu/IBVS/IBVS.html>>. Acesso em: 4 de julho de 2017.

⁹⁶ O portal VSX é mantido pela AAVSO (American Association of Variable Stars Observers) e pode ser consultado no website dessa associação: <<https://www.aavso.org/vsx/>>. Acesso em: 4 de julho de 2017.

9.3 Nomenclatura das estrelas variáveis

A nomenclatura tradicionalmente usada para designar as estrelas variáveis foi elaborada em meados da década de 1850 pelo astrônomo alemão Friedrich Argelander (1799-1875). Argelander constatou que, em algumas constelações maiores, não só as letras gregas haviam se esgotado para denominar as estrelas mais brilhantes, como também as letras latinas minúsculas, que eram usadas em sequência. Ele estabeleceu então que as variáveis que já tivessem sido nomeadas anteriormente com letras gregas (como Delta Cephei ou Beta Persei, por exemplo) ficariam como estavam. As variáveis novas que fossem descobertas a partir daí, segundo Argelander, deveriam ser nomeadas por letras latinas maiúsculas desde R até Z, seguidas pelo genitivo latino da constelação (por exemplo R Leonis, S Carinae, etc). Isso significava um máximo de nove variáveis por constelação – o que pouco tempo mais tarde também se mostraria insuficiente. Ele propôs então continuar usando as letras maiúsculas, mas “dobradas”, sempre partindo de R até Z (por exemplo, RR Carinae, RS Scuti, ZZ Ceti etc.). À medida que ainda mais variáveis iam sendo descobertas, ele estendeu a denominação dobrada para o início do alfabeto: AA até AZ, BB até BZ, finalmente de QQ até QZ. A letra J não foi adotada para não ser confundida com a letra I. Todo esse sistema totalizava 334 variáveis por constelação. A partir daí, Argelander propôs que a primeira variável que fosse descoberta recebesse a denominação V335 acompanhada do genitivo da constelação – e o mesmo daí para diante. Por exemplo: uma estrela *nova* que explodiu em dezembro de 2013 na constelação de Centaurus recebeu a denominação V1369 Centauri. Convenhamos que a nomenclatura de Argelander não parece ser um sistema lá muito racional – porém acabou sendo mantido até nossos dias por tradição.

Em algumas publicações, alternativamente, usa-se um outro sistema, criado em fins do século XIX no Harvard Observatory, para nomear cada variável. Trata-se de uma série de seis dígitos em que os quatro primeiros algarismos representam a ascensão reta e os dois últimos a declinação da variável (para o equinócio de 1950.0), precedida pelo sinal + para as estrelas boreais e pelo sinal - para as austrais. Exemplos: 1237+07 é equivalente a R Virginis, e 0018+38 a R Andromedae. Já 1409-59 é o mesmo que R Centauri e 1006-61 é S Carinae. Embora pareça um pouco melhor, pois indica a posição aproximada da estrela, também não é o ideal... mas de novo vigorou a tradição, e esses acabaram sendo os dois sistemas usados até hoje para nomear as estrelas variáveis.

9.4 Curvas de luz: conceitos fundamentais

Uma curva de luz é simplesmente um gráfico onde são plotadas as variações de brilho da estrela variável no decorrer do tempo. Na sua forma mais comum, as curvas de luz são construídas com as magnitudes aparentes colocadas no eixo vertical (eixo das ordenadas) e as medidas do tempo, no eixo horizontal (eixo das abscissas).

As medidas do tempo podem ser feitas através da data-calendário convencional ou da chamada “data juliana” (DJ). A data juliana é simplesmente um sistema sequencial de contagem dos dias, começando a partir de um “dia zero” arbitrariamente escolhido no

passado. Dessa forma, a data juliana nos indica o *número de dias* que se passaram desde aquele “dia zero”, ignorando a existência de semanas, meses ou anos.

A “data zero” escolhida (e universalmente aceita) para o início da contagem das datas julianas foi o meio-dia (em Tempo Universal, ou “Hora de Greenwich”) do dia 1^o de janeiro do ano de 4713 antes de Cristo⁹⁷. Essa data parece estranha, mas para os astrônomos tem uma vantagem: com certeza não existe nenhuma observação astronômica antes desse dia! Como o sistema é destinado principalmente às observações astronômicas (geralmente feitas durante a noite), convencionou-se que a mudança de data juliana se faz ao meio-dia, e não à meia-noite, evitando assim ambiguidades nos registros. Por fim, o uso do Tempo Universal foi escolhido simplesmente para padronizar os registros em todo o mundo.

A data juliana consiste em uma parte inteira, que indica o número de dias passados desde a “data zero”, e em uma parte decimal, que representa a fração do dia (correspondente, na datas-calendário, às horas, minutos e segundos). Por exemplo, este texto está sendo escrito na cidade de São Paulo, no dia 7/07/2017, às 13h19m38s no horário oficial de Brasília; isso corresponde a 16h19m38s em Tempo Universal, e à DJ 2457942,18030.

E como se faz esse cálculo? Como podemos verificar qual é a data juliana correspondente a uma data-calendário qualquer, ou vice-versa? Até poucas décadas atrás (antes dos computadores) era necessário usar tabelas e fazer o cálculo manualmente. Hoje não há mais necessidade disso: todos os bons softwares astronômicos (assim como os aplicativos astronômicos de smartphones) incluem um comando que informa a DJ diretamente, usando o *clock* do computador como referência. Se por qualquer motivo isso não estiver disponível, basta fazer a conversão *online* em um dos inúmeros websites que disponibilizam esse recurso. Recomendamos o conversor existente no website da AAVSO: <<https://www.aavso.org/jd-calculator>>.

Usando a data juliana, é muito fácil determinar quantos dias se passaram entre duas datas-calendário quaisquer: basta verificar qual é a DJ correspondente a cada uma dessas datas-calendário, e subtrair uma da outra. Esse procedimento seria muito mais trabalhoso se tivéssemos de subtrair diretamente duas datas-calendário quaisquer, principalmente quando elas estão separadas por anos ou séculos.

Um pequeno teste comprovará facilmente essa afirmação. Quantos dias se passaram desde o dia do seu nascimento até a data exata em você está lendo este texto? Use o conversor da AAVSO e experimente primeiramente fazer esse cálculo pela diferença entre a DJ correspondente ao dia de hoje e a DJ do dia em que você nasceu. Fácil, não é? Agora tente fazer esse mesmo cálculo *sem usar as datas julianas*. Avalie o tempo que você gastou com esse cálculo e compare com o processo anterior. Imagine agora uma situação análoga, mas com uma estrela na qual você queira, por exemplo,

⁹⁷ Essa “data zero” para a contagem da DJ foi proposta em 1583 pelo cronologista francês Joseph Scaliger (1540-1609), com base em uma série de ciclos do calendário juliano e outros, que incluíam até mesmo o ano fiscal usado no Império Romano para cobrança de impostos.

verificar o intervalo entre vários máximos de brilho que ocorram durante as últimas décadas. Fica claro por que os astrônomos preferem o uso das datas julianas...

Vamos verificar agora algumas das primeiras características que podemos concluir a partir de uma curva de luz. Uma curva de luz esquematizada para a estrela Delta Cephei é vista na Figura 9.1.

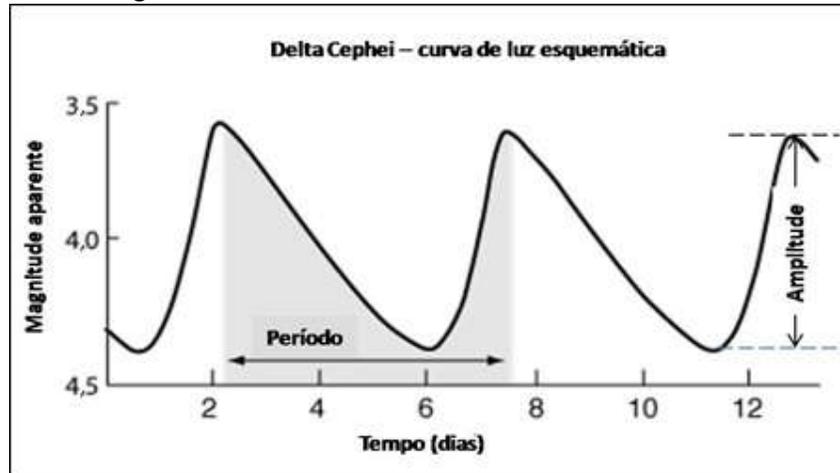


Figura 9.1 – Curva de luz de Delta Cephei, com período e amplitude indicados. (Crédito: ESO/AAVSO.)

Geralmente, a primeira característica que nos salta aos olhos ao observarmos pela primeira vez uma curva de luz é se ela tem aspecto regular ou não (ou seja, se os seus ciclos se repetem de forma homogênea ao longo do tempo). No exemplo da Figura 9.1, ela apresenta essa regularidade; já outros tipos de estrelas variam de forma irregular. Com o tempo e a experiência, muitos observadores conseguem intuir (ao menos de forma aproximada) qual é o tipo da estrela apenas inspecionando o aspecto da curva de luz.

Em seguida, caso seja possível, procuraremos deduzir, a partir da curva de luz, dois parâmetros essenciais para o estudo das estrelas variáveis:

- O *período*, que é o tempo decorrido entre dois máximos sucessivos (ou dois mínimos sucessivos). No caso de Delta Cephei, o período é de cerca de 5,4 dias (verifique na Figura 9.1). No entanto, nem todas as estrelas têm ciclos tão regulares como Delta Cephei (isso dependerá do seu tipo e do mecanismo de variabilidade); assim, em algumas situações a estimativa do período terá de ser feita por métodos bem mais complexos.
- A *amplitude* de variação da estrela, que é a diferença entre as magnitudes da estrela no seu máximo e seu mínimo. Observe que, na Figura 9.1, a escala do eixo vertical cresce de cima para baixo, para indicar que a magnitude é uma escala inversa (como já vimos no Capítulo 5). No caso de Delta Cephei, a amplitude é de cerca de 0,9 magnitudes (verifique).

As curvas de luz são construídas a partir das estimativas de magnitude feitas pelos observadores durante várias noites (sucessivas ou não), segundo as técnicas que veremos no Capítulo 10. Na Figura 9.2, por exemplo, está a curva de luz da mesma Delta Cephei, porém agora traçada a partir de estimativas de brilho reais feitas por diversos observadores. Cada estimativa é indicada por um ponto; a curva foi traçada da forma mais singela possível (à mão livre), mas mesmo assim pode-se perceber a semelhança com a curva de luz da Figura 9.1 e também determinar (ainda que grosseiramente) o período e a amplitude da estrela (verifique).

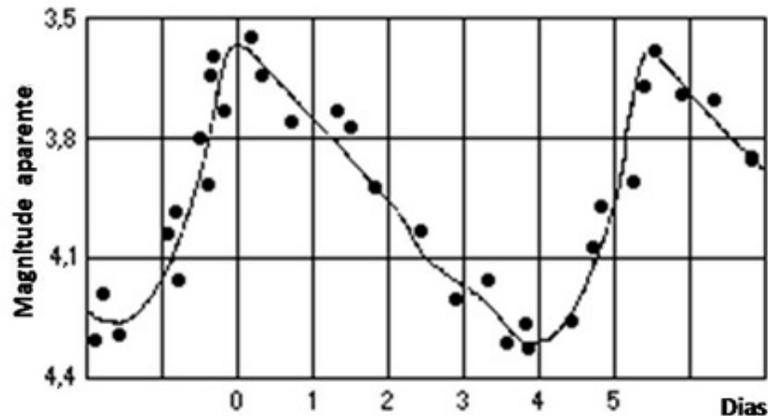


Figura 9.2 – Uma curva de luz real de Delta Cephei, feita a partir de estimativas visuais de vários observadores. (Crédito: ESO/AAVSO.)

A construção da curva de luz de uma estrela variável a partir de suas próprias estimativas de magnitude é a tarefa mais significativa que um observador pode realizar nesta área da Astronomia – e também a mais gratificante. Sua análise e interpretação serão poderosas ferramentas para a compreensão dos processos físicos que estão ocorrendo na estrela, bem como para determinar vários de seus parâmetros (como temperatura, luminosidade ou dimensões), seu estágio evolutivo, além de distância e muitas outras informações úteis. É isso o que praticaremos nos capítulos a seguir.

9.5 Classificação das estrelas variáveis

Com o crescimento exponencial do número de descobertas de variáveis nos últimos anos, era natural esperar que a sua classificação tradicional, vigente desde a primeira edição do GCVS em 1948, sofresse uma reavaliação que considerasse determinadas particularidades (até então desconhecidas) de novas estrelas, que iam sendo reveladas à medida que os descobrimentos se sucediam. Essa revisão da classificação se iniciou em 2009, a partir dos dados da quarta edição do GCVS (a última a ser impressa) e se estende a todas as estrelas que constam da versão atual (5.1) do GCVS, agora disponível exclusivamente em meio digital (SAMUS; DURLEVITCH, 2016). Também a partir dessa época, iniciou-se a interação entre o GCVS e o portal VSX, da AAVSO, que passou a adotar um sistema de nomenclatura similar (OTERO; WATSON; WILS, 2017).

Evidentemente, essa reclassificação não invalida a catalogação das estrelas já listadas anteriormente no esquema clássico; apenas as rearranja em certos casos, e cria subtipos e classes mistas antes inexistentes. Contudo, neste trabalho, não levaremos em conta *todas as subdivisões e classes mistas* discriminadas de forma extremamente pormenorizada no sistema completo do GCVS/VSX, que inclui literalmente *várias centenas de subtipos* – o que seria totalmente inviável e desnecessário em nosso caso.

Optamos assim por descrever cada um dos vinte tipos mais importantes e numerosos das estrelas variáveis dos grupos intrínseco e extrínseco, agrupados segundo as classes definidas pelo critério adotado pelo GCVS/VSX (pulsantes, eruptivas, cataclísmicas, binárias eclipsantes e rotacionais). Não estão incluídas as variáveis observadas em raios X, pulsares e outros objetos fora do escopo deste trabalho. Nas descrições, procuramos não nos concentrar apenas na nomenclatura e no aspecto de suas curvas de luz, mas também associá-las às suas características físicas e evolutivas, através da posição de cada tipo no diagrama HR. O resultado está indicado na Figura 9.3.

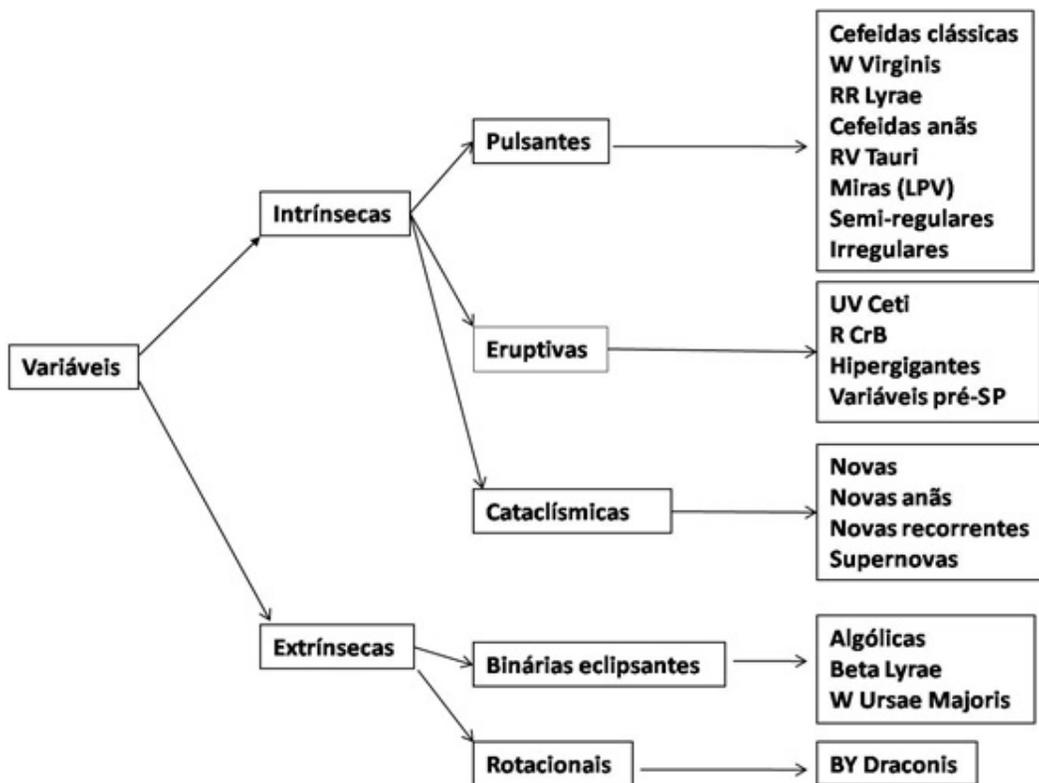


Figura 9.3 – Tipos principais de estrelas variáveis, segundo a nomenclatura adotada pelo GCVS/VSX. Os vinte tipos (à direita no diagrama) são agrupados em cinco classes, sendo três delas intrínsecas e duas extrínsecas.

Devemos notar ainda que, mesmo com a revisão da classificação do GCVS/VSX, as caracterizações dos tipos de variáveis encontradas nos tradicionais livros de referência sobre essas estrelas, como os de Percy (2007), Hoffmeister, Richter e Wenzel (1985), Strohmeier (1972), Campbell e Jacchia (1946) ou Payne-Gaposchkin (1964), não se

tornaram incorretas de forma alguma. Assim, apesar de utilizarmos a nomenclatura adotada pelo GCVS/VSX como linha-mestra, usamos também a caracterização (em geral mais aprofundada) disponível naquelas obras, notadamente a mais recente e atualizada delas (PERCY, 2007).

Levando tudo isso em conta, a seguir estão descritos os principais tipos de estrelas variáveis, começando pelas variáveis intrínsecas (que representam cerca de 80% do total, pela base de dados do GCVS), seguidas pelas extrínsecas, que constituem os 20% restantes.

9.6 Tipos de variáveis intrínsecas

9.6.1 Variáveis pulsantes

Esta classe é constituída, de forma genérica, pelas estrelas que apresentam expansões e contrações periódicas das suas camadas superficiais. Essas *pulsações* são geralmente radiais (caso em que as estrelas permanecem esféricas), mas, eventualmente, podem ser também não-radiais (situação em que elas se desviam da esfericidade). De acordo com o período de pulsação, da massa e do estágio evolutivo da estrela, classificam-se os seguintes tipos principais de variáveis pulsantes:

9.6.1.1 Cefeidas clássicas

Nomeadas segundo o seu protótipo (a estrela Delta Cephei), estas são estrelas gigantes amarelas muito luminosas, que já deixaram a sequência principal e se concentram em uma região do diagrama HR conhecida como *faixa de instabilidade*. Seus tipos espectrais estão entre F, G e K, e suas classes de luminosidade, entre Ib e II; Elas pulsam radialmente com períodos entre 1 e 100 dias (na maior parte, até 60 dias) e sua amplitude de variação é da ordem de 0,5 a 2 magnitudes em média (PERCY, 2007; HOFFMEISTER; RICHTER; WENZEL, 1985). Apresentam extrema regularidade e precisão nas suas pulsações, de maneira que a amplitude e o período de cada estrela são perfeitamente reproduzidos de ciclo para ciclo nas curvas de luz (ver Figura 9.4).

As Cefeidas clássicas são estrelas da População I, encontradas tipicamente no disco galáctico (isoladamente ou em aglomerados abertos). Elas se constituem provavelmente na mais conhecida e importante classe de estrelas variáveis, por serem excelentes indicadores de distâncias astronômicas. Isso se deve ao fato de que todas apresentam uma relação direta e bem definida entre seus períodos e suas luminosidades. Essa correlação, denominada “Relação Período-Luminosidade”, ou “Relação P-L”) foi descoberta por Henrietta Leavitt em 1912 e, em termos genéricos, indica que quanto mais longo for o período, mais luminosa é a Cefeida⁹⁸.

⁹⁸ Devido à extrema importância da relação período-luminosidade para a determinação de distâncias astronômicas (citando apenas um exemplo, foi graças a ela que conhecemos as distâncias das galáxias e a expansão e idade do Universo), ela será tratada à parte no último capítulo deste trabalho.

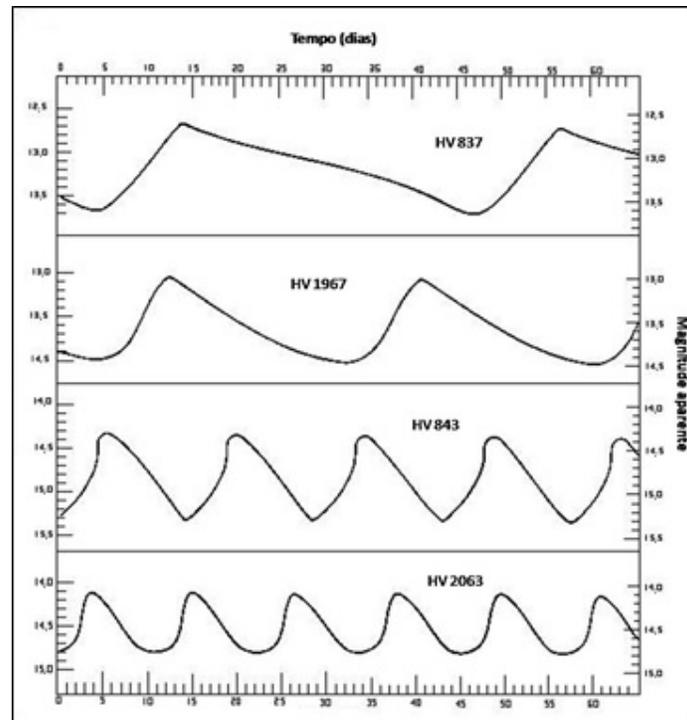


Figura 9.4 – Curvas de luz de quatro diferentes Cefeidas clássicas. Notar a perfeita reprodutibilidade de ciclo para ciclo. (Crédito: University of Cambridge, Educational Outreach.)

9.6.1.2 Estrelas tipo W Virginis

Nomeadas segundo o seu protótipo (W Virginis), estas estrelas às vezes são também chamadas “Cefeidas da População II”, pelo fato de possuírem algumas similaridades aparentes com as Cefeidas clássicas: elas são também amarelas e pulsam de forma regular, com períodos (1 a 35 dias) e amplitudes (0,5 a 1 magnitudes) da mesma ordem de grandeza que as Cefeidas clássicas; as curvas de luz têm também aspectos assemelhados. Isso levou os astrônomos do início do século XX a confundir os dois tipos de estrelas. Sabemos hoje, no entanto, que as semelhanças terminam por aí: as W Virginis não são estrelas jovens e massivas como as Cefeidas clássicas, e seu estágio evolutivo é completamente diferente do daquelas. As W Virginis são estrelas antigas, menos luminosas, de baixa massa, e pertencem à População II (portanto localizadas no halo da Galáxia, sendo algumas delas nos aglomerados globulares). Menos numerosas que as Cefeidas clássicas, segundo Percy (2007) elas poderiam ser consideradas “fósseis” da primeira geração de estrelas da Via Láctea. Por fim, embora as W Virginis também mostrem uma correlação entre seus períodos e luminosidades, esta é diferente da relação P-L de Leavitt⁹⁹: para valores equivalentes do período, as W Virginis são 1 a 2 magnitudes mais apagadas que as clássicas (o que, juntamente com a

⁹⁹ Por esse motivo, as estimativas de distância feitas até a década de 1950 usando a relação P-L de Leavitt sem considerar a diferença entre as estrelas dos dois grupos produziam resultados errôneos. Edwin Hubble, por exemplo, desconhecendo esse fato, estimou a distância da galáxia de Andrômeda em 1925, encontrando 900.000 anos-luz; o valor atual é de cerca de 2.500.000 anos-luz.

dificuldade maior em localizá-las, reduz sua importância como indicadores de distância). Ver Figura 9.5.

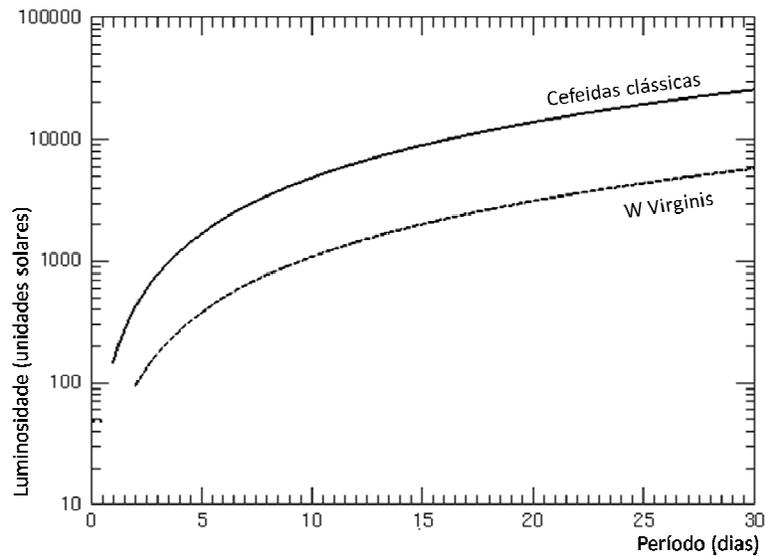


Figura 9.5 – Relação período-luminosidade (P-L) para as Cefeidas clássicas (relação de Leavitt), comparada com a relação P-L para as estrelas W Virginis. (Crédito: STROBEL, 2013.)

9.6.1.3 Estrelas tipo RR Lyrae

As estrelas deste grupo são gigantes dos tipos espectrais A e F que pulsam radialmente com períodos muito curtos (da ordem de um dia apenas) e amplitudes abaixo de 2 magnitudes. O formato das curvas de luz é assemelhado ao das Cefeidas (Figura 9.6). Todas as RR Lyrae apresentam magnitudes absolutas de cerca de +0,5. A maior parte dessas estrelas pertence à População II e se situa no halo da Galáxia, principalmente nos aglomerados globulares, onde elas existem em grande número (por esse motivo, são também conhecidas como “variáveis dos aglomerados”). Do ponto de vista evolutivo, elas se concentram no *ramo horizontal* do diagrama HR, o que significa que já ultrapassaram a sequência principal e consumiram todo o hidrogênio de seus núcleos, nos quais agora o hélio está sendo convertido em carbono. No ramo horizontal do diagrama HR, a luminosidade é aproximadamente constante – o que explica a homogeneidade nas suas magnitudes absolutas. Isso é significativo, pois elas podem servir assim como indicadores de distância, principalmente dos aglomerados globulares, o que tem sido de grande utilidade para o mapeamento da estrutura da Galáxia.

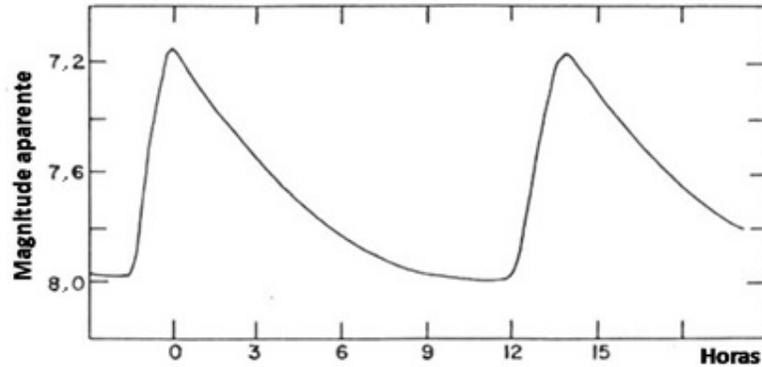


Figura 9.6 – Curva de luz da estrela RR Lyrae, protótipo desta classe. Seu período é de 13,6 horas, e sua amplitude, de cerca de 1,1 magnitude (GCVS). (Crédito: KALER, 2017.)

9.6.1.4 Cefeidas anãs

A existência de um pequeno grupo de Cefeidas com períodos de pulsação extremamente curtos (algumas horas apenas) é conhecida desde a década de 1930, a partir dos trabalhos de Cuno Hoffmeister. Inicialmente denominadas genericamente “Cefeidas anãs”, foram posteriormente divididas em dois subgrupos segundo sua população estelar. O primeiro subgrupo foi nomeado segundo seu protótipo: a estrela Delta Scuti. Estas são estrelas da População I e dos tipos espectrais A ou F, com temperaturas efetivas entre 7000 e 8500 K e massas entre 1,5 e 2,5 massas solares. Suas amplitudes de variação são pequenas (entre 0,003 e 0,3 magnitude), bem como seus períodos (entre 0,04 e 0,2 dia). No diagrama H-R, elas estão próximas à sequência principal, em uma extensão da faixa de instabilidade abaixo das Cefeidas clássicas. Muitas delas apresentam períodos secundários ou múltiplos.

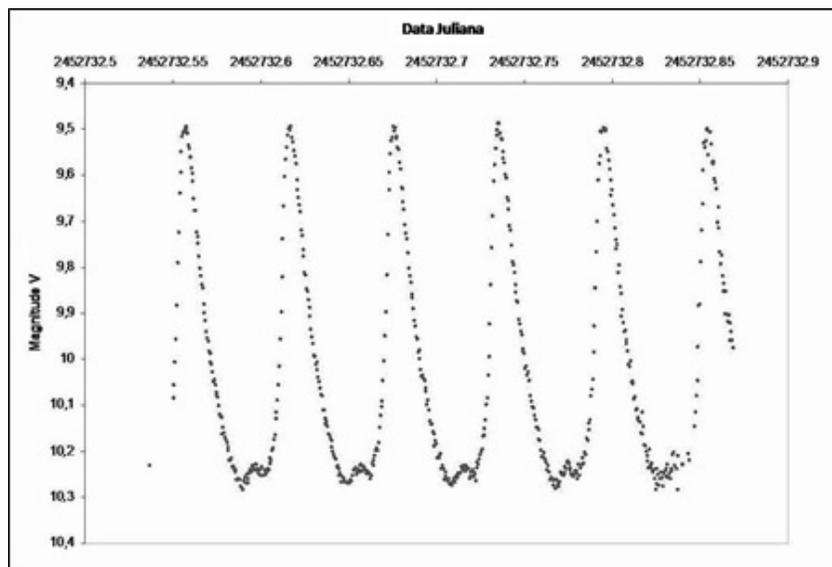


Figura 9.7 – Curva de luz da Cefeida anã KZ Hydrae, pertencente à subclasse SX Phoenicis. Seu período é extremamente curto (apenas 1,43 hora) e sua amplitude é de 0,8 magnitude. (Crédito: NAPOLEÃO, 2003.)

O segundo subgrupo, mais raro (Figura 9.7), segue o nome de seu protótipo, a estrela SX Phoenicis, e é constituído por estrelas da População II, estando assim situadas no halo da Galáxia, isoladas ou nos aglomerados globulares. As estrelas SX Phoenicis têm os períodos mais curtos entre todas as pulsantes: desde 0,04 dia até 0,08 dia. A amplitude é maior do que nas Delta Scuti e atinge até 0,8 magnitude. Várias delas também apresentam períodos secundários superpostos. Especula-se que pelo menos a maior parte delas possam ser binárias. Modernamente, os dois subgrupos costumam ser também chamados de “Cefeidas de períodos ultracurtos”.

9.6.1.5 Estrelas tipo RV Tauri

São estrelas supergigantes de cor amarelo-alaranjada, com tipos espectrais F-G nos máximos e K-M nos mínimos. Suas curvas de luz (Figura 9.8) não são regulares, e se caracterizam pela presença de mínimos alternados com intensidades diferentes (um “primário” mais profundo e outro “secundário” mais raso). Ambos podem variar em profundidade com o tempo, de tal forma que, depois de vários ciclos, o mínimo primário pode se transformar no secundário e vice-versa. A amplitude de variação pode chegar a 3 a 4 magnitudes, podendo variar de ciclo para ciclo. O período formal (medido entre dois mínimos primários consecutivos) se situa geralmente entre 30 e 150 dias, mas também pode sofrer alterações. As RV Tauri formam uma categoria heterogênea e ainda não muito bem compreendida: no diagrama HR, muitas delas estão localizadas na (ou próximo da) região AGB, sugerindo que possam estar na fase de transição final de uma supergigante AGB para uma anã branca.

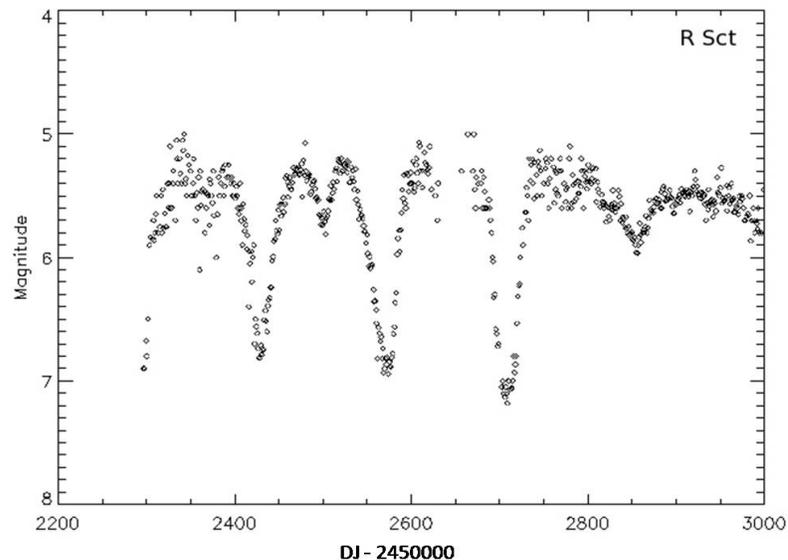


Figura 9.8 – Curva de luz de R Scuti, a estrela mais brilhante do tipo RV Tauri. Seu período formal é de 146,5 dias e sua amplitude de variação, de 4,4 magnitudes (GCVS).
(Crédito: AAVSO.)

9.6.1.6 Variáveis vermelhas: as Miras

As variáveis pulsantes vermelhas formam o tipo mais numeroso entre todas as estrelas variáveis. Todas são gigantes ou supergigantes, localizadas no diagrama HR nas regiões RGB ou AGB – ou seja, no estágio em que elas esgotaram o hidrogênio de seus núcleos e deixaram a sequência principal, atravessando uma fase de instabilidades à medida que se expandem e esfriam. Muitos autores acreditam que virtualmente *todas* as estrelas da região superior direita do diagrama HR principal são variáveis (PERCY, 2007). Historicamente, a distinção entre os tipos de variáveis vermelhas tem sido feita com base nos seus períodos, amplitudes e regularidade da curva de luz. Quanto maior e mais fria a estrela, maiores são o seu período e a sua amplitude de variação, bem como a regularidade (relativa) de suas pulsações. Dessa forma, em geral se definem ao menos dois subgrupos de variáveis vermelhas, entre os quais as diferenças são bastante sutis: as Miras (nomeadas de acordo com seu protótipo, Mira Ceti) e as semi-regulares e irregulares vermelhas.

As Miras, às vezes também chamadas variáveis de longo período, são estrelas gigantes vermelhas dos tipos espectrais M, N, R, S e, de forma geral, as mais frias entre todas (temperaturas efetivas entre 3000 e 3500 K). Seus períodos são muito longos: segundo o GCVS, entre 80 e 1000 dias genericamente, porém em sua maioria entre 150 e 450 dias. Suas amplitudes são também grandes, em geral entre 2,5 e 11 magnitudes. Tanto o período como a amplitude não se reproduzem precisamente de ciclo para ciclo (como ocorre com as Cefeidas). Ao contrário, existem variações de natureza aperiódica tanto na amplitude como no período. As Miras são estrelas já bastante evoluídas (já passaram a sequência principal e o flash de hélio, tendo agora um núcleo de carbono). Elas possuem dimensões impressionantes: se colocadas em lugar do Sol, a maior parte delas englobaria as órbitas dos planetas Mercúrio, Vênus e Terra (e, em casos extremos, também Marte). Combinadas, essas características das Miras as convertem nos alvos perfeitos para os observadores visuais, em especial os iniciantes. A própria Mira Ceti tem sido observada por mais de um século pelos membros da AAVSO (HOFFLEIT, 1997). A Figura 9.9 mostra uma curva de luz recente de Mira Ceti, entre 2011 e 2017.

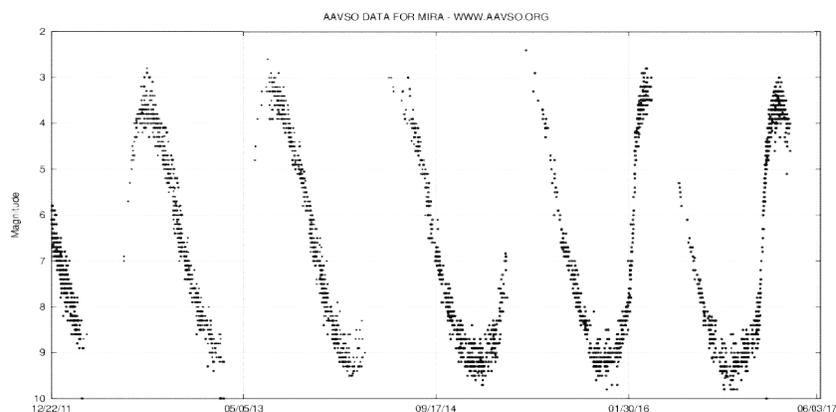


Figura 9.9 – Curva de luz de Mira Ceti entre os anos de 2011 e 2017. Notar as pequenas variações nos máximos e no período, de ciclo para ciclo. (Crédito: AAVSO.)

Já na Figura 9.10 é vista a curva de luz histórica de Mira, desde 1850 até 2010, na qual as variações na amplitude e no período são ainda mais evidentes.

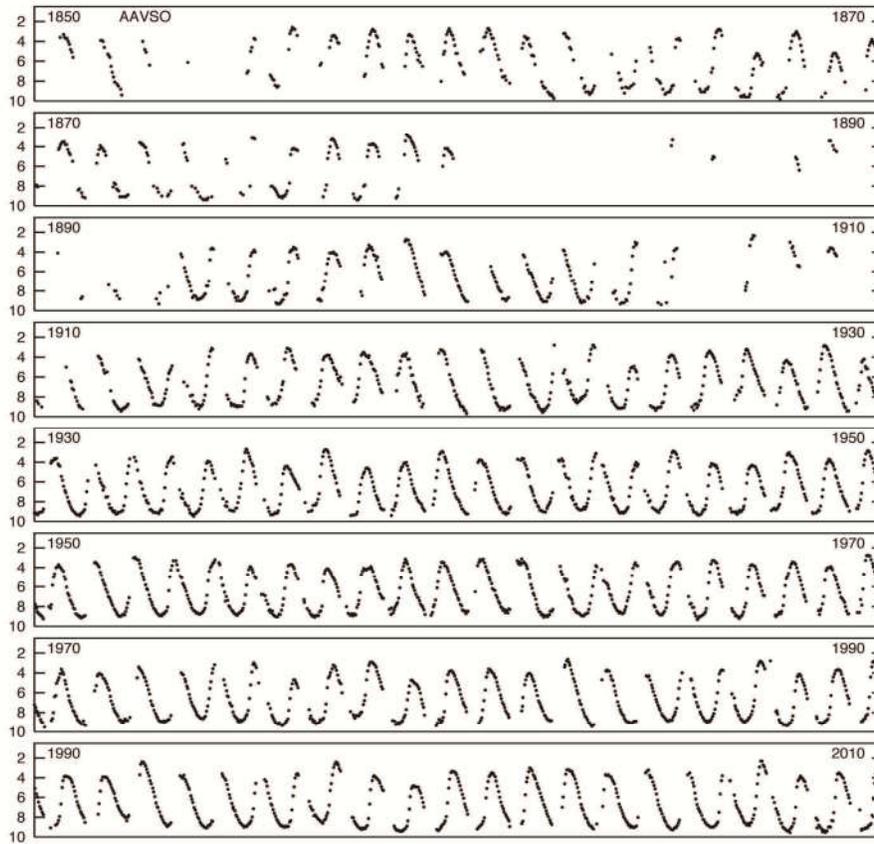


Figura 9.10 – Curva de luz histórica de Mira Ceti. Entre 1850 e 2010, o período médio foi de 332 dias. Também em média, os máximos e mínimos foram de 3,5 e 9 magnitudes respectivamente, mas em ciclos individuais esses valores foram bem maiores ou menores. (Crédito: AAVSO.)

9.6.1.7 Variáveis vermelhas semi-regulares e irregulares.

Este tipo, como era de se esperar, tem características físicas algo parecidas com as das Miras – mas não exatamente as mesmas. Os tipos espectrais são semelhantes. Mas aqui temos, principalmente, estrelas gigantes na fase RGB do diagrama HR. As semi-regulares e irregulares são pouco mais quentes que as Miras, e tanto seus períodos (quando definidos) como as suas amplitudes são, de forma genérica, menores que os das Miras. Porém, talvez a característica mais marcante nas suas curvas de luz seja o grau de irregularidade de ciclo para ciclo. De acordo com esse grau, distinguem-se alguns subtipos entre essas estrelas, em uma sequência cada vez maior de irregularidade: as SRA (que ainda apresentam uma periodicidade perceptível na curva de luz, porém com amplitudes menores que as das Miras), as SRB (em que a periodicidade é muito difícil de discernir) e as irregulares (classificadas pelo GCVS como “tipos LA ou LB”), que variam de forma muito lenta e sem periodicidade alguma.

As amplitudes também são gradualmente menores, porém as fronteiras entre um subtipo e outro nem sempre são fáceis de definir.

Finalmente, existem, nesta classe geral, dois subtipos mais raros que são supergigantes (e não gigantes) vermelhas: o GCVS as indica como SRC e LC. Analogamente, as SRC ainda apresentam uma sutil periodicidade, enquanto as LC são totalmente irregulares. Ao contrário das Miras (supergigantes maduras, cuja massa é da ordem da solar), as estrelas SRC são supergigantes jovens e muito massivas (da ordem de dezenas de massas solares). O exemplo mais típico é Betelgeuse (Alfa da constelação de Orion), a mais brilhante estrela variável que podemos observar no céu. De cor vermelha intensa e visível mesmo sob a poluição luminosa das grandes cidades, Betelgeuse (Figura 9.11) será objeto de uma das nossas primeiras práticas de observação, no próximo capítulo.

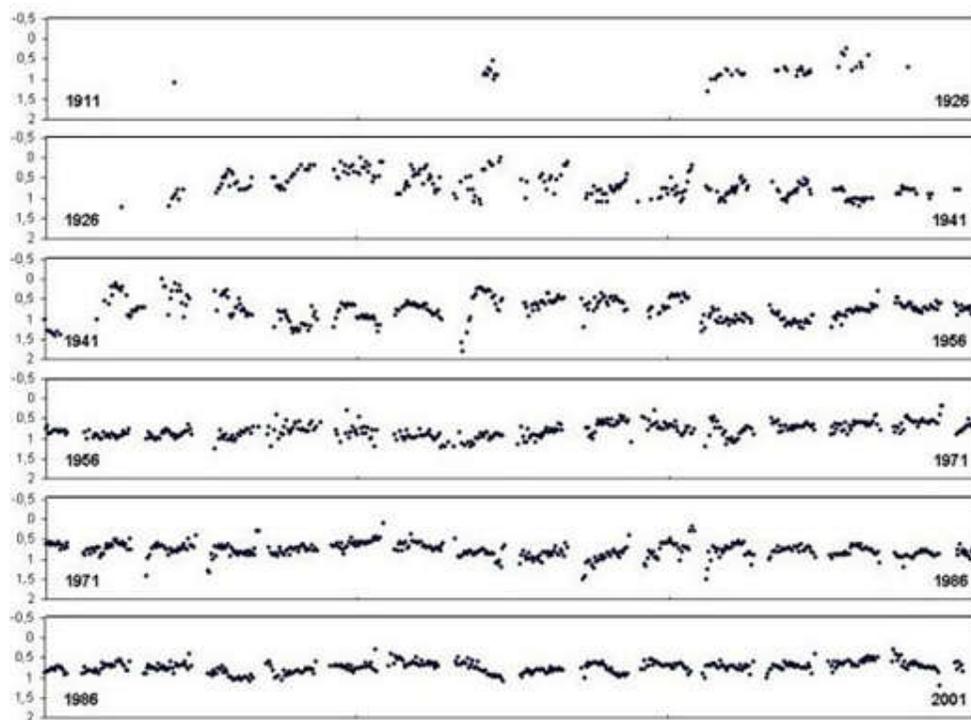


Figura 9.11 – Curva de luz histórica de uma estrela SRC (Betelgeuse) entre 1911 e 2001. Compare-a com a curva de luz de Mira Ceti (Fig. 9.9), e note que Betelgeuse não apresenta período tão definido como Mira, além de ter amplitude de variação bem menor. (Crédito: AAVSO.)

9.6.2 Variáveis eruptivas

Esta é uma classe bastante heterogênea, que consiste em estrelas de características e estágios evolutivos totalmente diferentes, porém que têm em comum apenas o fato de apresentarem erupções em suas fotosferas – geralmente aperiódicas e imprevisíveis, e por diferentes motivos. Vamos estudar, portanto, cada tipo conforme suas próprias peculiaridades.

9.6.2.1 Estrelas tipo UV Ceti (ou estrelas “flare”)

Estas são estrelas anãs vermelhas apagadas das classes espectrais K e M, nas quais ocorrem, de forma imprevisível, “flares” (erupções) semelhantes às que encontramos no Sol, mas de intensidade proporcionalmente muito maior; isso provavelmente se deve ao fato de que todas essas estrelas anãs vermelhas possuem estruturas internas totalmente convectivas. A duração total dos flares é tipicamente de minutos, e a estrela volta ao estado quiescente depois da erupção. A amplitude, na maior parte dos casos, é de décimos de magnitude, podendo chegar a algumas magnitudes em casos raros. Como são muito energéticos, os flares podem ser melhor observados em raios gama e raios X, por telescópios em órbita terrestre; embora a observação visual do aumento de brilho gerado por um flare dessas estrelas não seja de todo impossível, dá-se preferência ao monitoramento através de técnicas de fotometria fotoelétrica ou CCD, muitíssimo mais eficientes nesse caso (Figura 9.12). As estrelas UV Ceti, como todas as anãs vermelhas, se encontram na região inferior direita da sequência principal do diagrama HR.

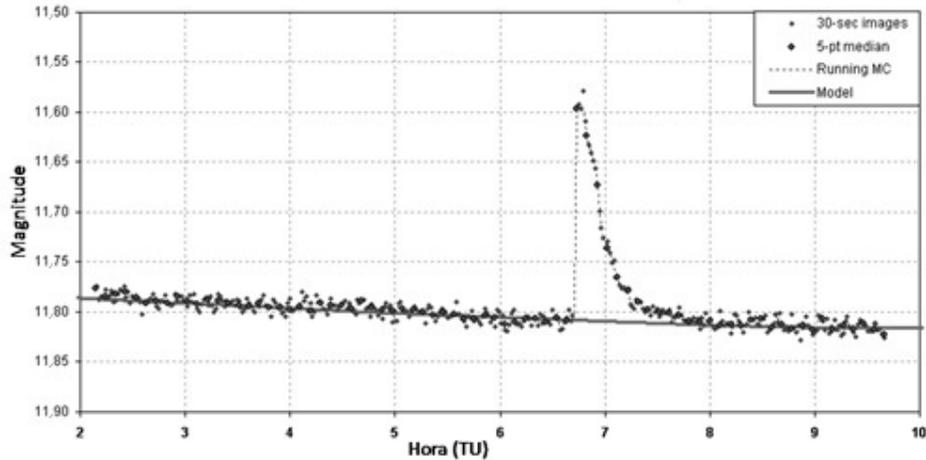


Figura 9.12 – Flare observado na anã vermelha GSC 02265:00068 pelo astrônomo amador Bruce Gary (Arizona, USA) às 6h43m TU de 15 de outubro de 2007. Telescópio de 14 polegadas com câmera CCD ST-10XME. O flare foi abrupto (< 30 s) e atingiu 0,34 magnitude, voltando ao normal em 12 minutos. (Crédito: Bruce Gary.)

9.6.2.2 Estrelas tipo RCrB (R Coronae Borealis)

Estas são estrelas relativamente raras: supergigantes amarelas das classes espectrais F ou G, com uma característica muito incomum: uma grande abundância de carbono e de hélio, acompanhada de uma deficiência de hidrogênio na sua composição química. Seu comportamento e suas curvas de luz são também peculiares: elas permanecem em seu brilho máximo por longos intervalos de tempo: anos ou mesmo décadas. Então, bruscamente, seu brilho *diminui* por várias magnitudes, de forma totalmente imprevisível. A queda de brilho pode atingir até dez magnitudes, em alguns casos. Em seguida, a estrela se recupera lentamente até voltar ao brilho habitual, onde

permanecerá até que uma nova “crise” se inicie (Figura 9.13). A aparência das curvas de luz justifica o apelido jocoso de “novas ao contrário” que foi dado a essas estrelas, apesar de não existir nenhuma similaridade entre os mecanismos de erupção das estrelas RCrB e os das novas. Não se sabe ao certo a razão pela qual as estrelas deste tipo possuem uma composição química tão singular: alguns acreditam que elas sejam resultados da fusão de duas anãs brancas (uma rica em hélio, a outra em carbono), mas a verdade é que não há nenhuma evidência observacional dessa hipótese. Já quanto ao mecanismo da queda de brilho, imagina-se que o carbono existente na estrela forme de tempos em tempos uma espécie de “nuvem” densa de partículas de carbono amorfo (como uma espécie de “fuligem”) que é ejetada para fora da estrela e envolve completamente a sua fotosfera. À medida que o envoltório de “fuligem” se dissipa, a fotosfera volta a ser visível e a estrela retorna ao seu brilho normal. Embora esse mecanismo aparente seja razoável, também não há evidências que seja real. A existência das estrelas RCrB e a razão de suas “crises” continuam a ser um enigma para os astrônomos.

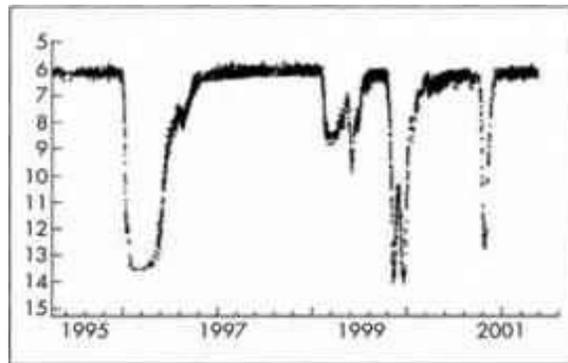


Figura 9.13 – Curva de luz de *R Coronae Borealis* entre 1995 e 2001. Três “crises” mais profundas e uma menos intensa aconteceram nesse período. Quando isso ocorre, a estrela desaparece completamente à vista desarmada. (Crédito: AAVSO.)

9.6.2.3 Estrelas variáveis hipergigantes

As hipergigantes¹⁰⁰ são as mais massivas e luminosas estrelas conhecidas (da ordem de centenas de milhares de vezes a luminosidade solar). Já vimos no capítulo 8 (item 8.2.3) que, pelo conceito de função de massa inicial, o número de estrelas de alta massa formadas em cada “ninhada” de estrelas recém-nascidas é muito menor que o daquelas de baixa massa. Portanto, não é estranho que as hipergigantes sejam estrelas extremamente raras na Galáxia. Porém, em virtude de sua enorme luminosidade, elas são fáceis de ser localizadas, até mesmo em outras galáxias. Na verdade, elas são tão luminosas que se tornam instáveis pela ação de sua própria (e monumental) pressão de radiação, que pode mesmo superar a ação da gravidade e romper o equilíbrio

¹⁰⁰ Em 1956, Feast e Thackeray propuseram o termo *super-supergigantes* (logo depois modificado para “hipergigantes” por Van Genderen) para designar as estrelas cuja magnitude absoluta é mais brilhante que -7. Outra definição foi proposta por Keenan em 1971, aplicando o termo para designar as supergigantes nas quais a linha H α mostra uma ou mais componentes largas em emissão – o que indica uma extensa atmosfera estelar ou uma taxa de perda de massa relativamente alta.

hidrostático que sustenta a estrela. Costuma-se dizer que essas estrelas estão no *limite de Eddington*¹⁰¹, ou até acima dele (Figura 9.14). Quando este é superado, a estrela entra em um processo de pulsação caótico (inclusive de modo não-radial) e sua pressão de radiação produz ventos estelares fortíssimos que, combinados aos pulsos, acabam por ejetar para o espaço grandes quantidades do material da atmosfera da estrela. Nessas condições extremas, a estrela se torna variável e perde massa em quantidades assombrosas (da ordem de uma massa solar por ano), o que pode eventualmente resultar também em erupções colossais (conhecidas pela expressão inglesa “*supernova impostors*”).

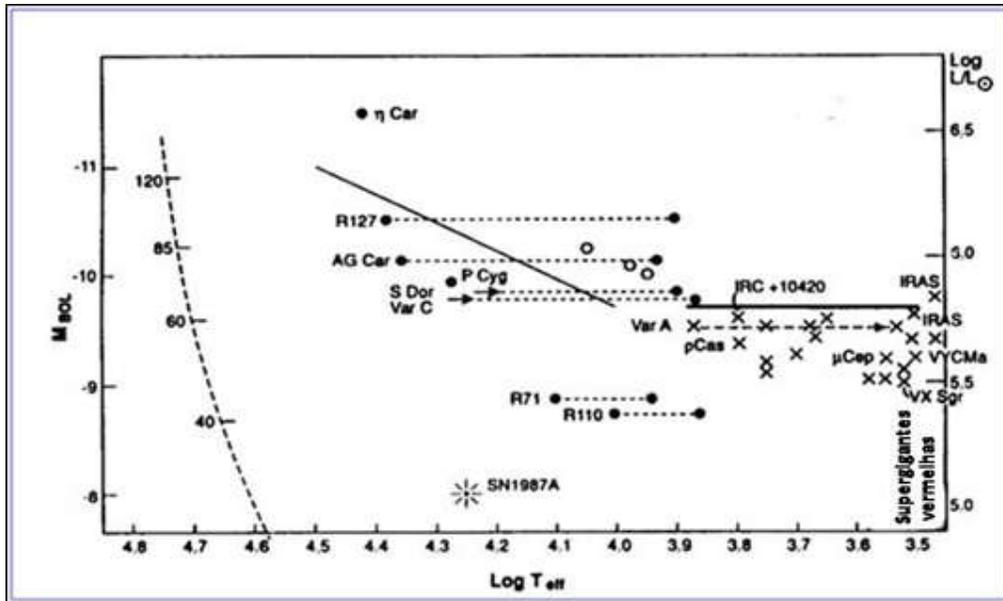


Figura 9.14 – A região das LBV no diagrama HR. A linha curva à esquerda é o topo da sequência principal; os valores sobre ela indicam a massa em unidades solares. O limite de estabilidade é representado pela linha sólida na diagonal. Os círculos negros indicam as LBVs; os “x”, outras hipergigantes. (Adaptado de HUMPHREYS; DAVIDSON, 1994.)

A maior parte dessas estrelas hipergigantes é azul, e por isso elas costumam ser chamadas de “*luminous blue variables*” (LBV), ou seja, variáveis luminosas azuis. Todas são estrelas supermassivas evoluídas, que inevitavelmente terminarão seus dias como uma supernova (GROH; MEYNET; EKSTRÖM, 2013). Tradicionalmente, o paradigma das LBV é considerado a estrela S Doradus, uma estrela superluminosa localizada na Grande Nuvem de Magalhães. Mas S Doradus, apesar de apresentar as características típicas de uma LBV, não é uma *supernova impostor* (ao menos até o momento). Apenas duas estrelas na Via Láctea merecem esse título (ou seja, sofreram gigantescas erupções bem documentadas): P Cygni (no século XVI) e Eta Carinae (no século XIX). Esta última, curiosamente, com uma história que tem vínculos com o Brasil.

¹⁰¹ Esse limite, calculado pelo astrofísico inglês Arthur Stanley Eddington (1882-1944), representa a maior luminosidade que uma estrela com uma determinada massa pode ter e ainda manter sua estabilidade – ou seja, o equilíbrio hidrostático.

Eta Carinae, provavelmente em razão de sua posição muito austral, só teve a sua variabilidade notada pelo naturalista inglês William John Burchell (1781-1863), durante uma viagem ao Brasil. Observando a estrela em São Paulo, em fevereiro de 1827, ele avaliou seu brilho como de primeira magnitude; e, em Goiás, em fevereiro de 1828, como de “pelo menos segunda magnitude” (MORAES, 1955). Burchell comunicou sua descoberta a Manuel Johnson, em Oxford, que repassou a notícia a John Herschel, então na África do Sul. Herschel viria a consolidar as observações de Eta Carinae nos anos seguintes, abrangendo inclusive a grande erupção iniciada em 1837 e que teve seu máximo em 1843, quando a estrela atingiu magnitude -1: um brilho quase igual ao de Sirius, a estrela mais brilhante do céu. Nas décadas seguintes, ela decaiu de brilho lentamente, recuperando-se apenas parcialmente no século XX; hoje, brilha como uma estrela de quarta magnitude, mas seu brilho continua aumentando gradualmente. Sua curva de luz histórica é vista na Figura 9.15.

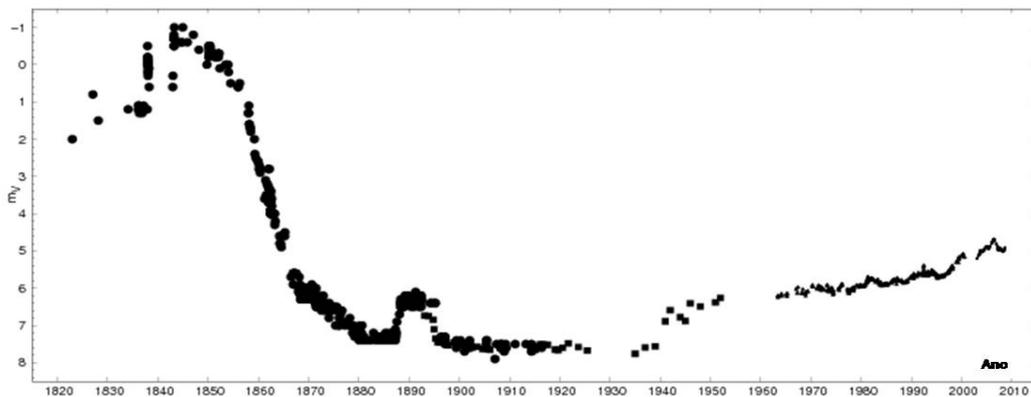


Figura 9.15 – Curva de luz histórica de Eta Carinae. Notar a Grande Erupção, ocorrida em 1843, e uma erupção secundária ocorrida em 1890. (Crédito: FERNÁNDEZ-LAJÚS et al., 2009.)

Eta Carinae possui também um período espectroscópico preciso de 5,5 anos, descoberto pelo astrônomo brasileiro Augusto Daminieli (DAMINELI, 1996), que o explicou como resultante de binariedade da estrela – hipótese que seria confirmada poucos anos após (DAMINELI et al., 2000). As duas componentes são muito massivas; a cada 5,5 anos, elas atingem o periastro (máxima aproximação) da sua órbita elíptica, situação em que os fortíssimos ventos estelares se chocam; isso explica o ciclo espectroscópico, o desaparecimento de certas linhas espectrais e as intensas emissões em raios X provenientes da estrela.

9.6.2.4 Variáveis pré-sequência principal

Todas estas estrelas são muito jovens, ainda em seu processo de formação. Elas se encontram em vias de atingir a sequência principal do diagrama HR, fase em que apresentam episódios frequentes de instabilidade. Por isso exibem variações irregulares em seu brilho, tanto na região da luz visível como em outros comprimentos de onda. O GCVS as nomeia de forma genérica como “variáveis Orion”, em virtude de um grande número delas ser encontrado em uma gigantesca associação de estrelas

jovens e nebulosidades situada na constelação de Orion. Dentre elas são listados muitos subtipos, dos quais os mais importantes são as “estrelas T Tauri” (que possuem massas de duas massas solares ou menos) ou “estrelas Ae/Be de Herbig” (cujas massas são maiores que esse limite). Ambas são uma espécie de transição entre as protoestrelas e as estrelas estáveis da sequência principal, e suas características são as variações irregulares de brilho (com amplitudes em geral de até 3 magnitudes), baixa luminosidade, tipos espectrais entre F e K (nas T Tauri) e A e B (nas estrelas de Herbig) e a presença de discos circunstelares de acreção de matéria e nebulosidades densas de gás e poeira envolvendo a estrela. As variações de brilho (Figura 9.16) se devem a fatores relacionados ao processo de formação estelar, tais como instabilidades no disco de acreção, erupções na fotosfera da estrela ou a passagem das nuvens de gás e poeira em torno dela.

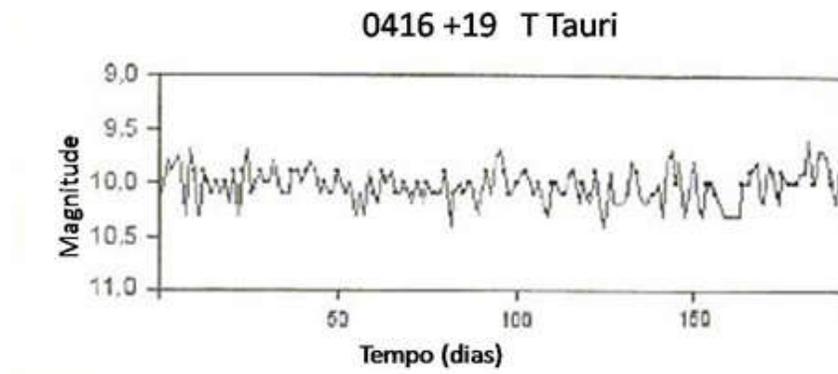


Figura 9.16 – Curva de luz da estrela pré-sequência principal T Tauri, mostrando variações irregulares de magnitude durante 200 dias. (Crédito: AAVSO.)

9.6.3 Variáveis cataclísmicas

Aqui se encontram as variáveis explosivas (novas e supernovas) – exatamente aquelas que foram as primeiras estrelas variáveis a serem descobertas, por apresentarem uma enorme variação de brilho de forma súbita. Antes da explosão, as estrelas progenitoras eram normalmente muito apagadas, invisíveis a olho nu, de forma que, aos olhos dos observadores antigos, era como se aparecesse uma “estrela nova” em um ponto do céu onde nada existia antes. A designação “nova”, portanto, é milenar, e abrangia, até o século XX, todas as estrelas que pareciam surgir do nada no céu. Apenas em 1934 é que Walter Baade e Fritz Zwicky criariam o termo “supernovas”, e fariam a distinção entre elas e as “novas” tradicionais. Essa distinção era indispensável, pois as características físicas, os mecanismos de explosão (e suas consequências) são totalmente diferentes para os dois grupos. E, se é fato que nos dois casos há explosões envolvidas, nas supernovas elas são imensamente mais energéticas do que nas novas.

9.6.3.1 Supernovas (SN)

O termo “supernova” pode dar a impressão de que estamos falando de uma estrela jovem ou até recém-nascida. Nada mais incorreto: uma supernova é um evento que ocorre justamente *nos estágios finais* dos ciclos de vida de determinadas estrelas, que são destruídas em uma colossal explosão – que, ao ser observada da Terra, pode ser percebida como uma nova e brilhante estrela no céu, que após alguns meses ou anos gradualmente se apaga. A explosão de uma supernova é um dos mais energéticos eventos do Universo: a estrela progenitora se abrihanta bruscamente por um fator de vinte magnitudes ou mais (o que significa um aumento de brilho da ordem de cem milhões de vezes ou mais). Uma única supernova pode, durante um curto período de tempo, se tornar mais brilhante que a própria galáxia em que ela se encontra.

Na Tabela 9.3 estão listadas as cinco supernovas que explodiram na Via Láctea no último milênio e que possuem registros históricos confirmados, segundo Green e Stephenson (2003). Uma sexta teria ocorrida em Cassiopeia entre 1660 e 1680, mas nunca chegou a ser observada: só sabemos que ela existiu porque seus restos, sob a forma de emissões em rádio, foram descobertos no século XX.

Ano	Constelação	m	Duração	Observações confirmadas
1006	Lupus	-9	3 anos	China, Japão, países árabes
1054	Taurus	-1	21 meses	China, Japão, países árabes (Nebulosa do Caranguejo)
1181	Cassiopeia	0	6 meses	China, Japão
1572	Cassiopeia	-4	18 meses	China, Coreia, Europa (Supernova de Tycho)
1604	Ophiucus	-3	12 meses	China, Coreia, Europa (Supernova de Kepler)

Tabela 9.3 – “Supernovas históricas” (observadas na Via Láctea no último milênio). A coluna **m** indica a magnitude aparente da SN no brilho máximo. (Crédito: GREEN; STEPHENSON, 2003.)

Cinco supernovas apenas em mil anos parece ser muito pouco para a Via Láctea: os estudos estatísticos demonstram que a taxa de ocorrência de supernovas em galáxias semelhantes é da ordem de duas supernovas por século (TAMMANN; LÖFFLER; SCHRÖDER, 1997). Por que não foram vistas? Acredita-se hoje que sua observação tenha sido prejudicada por nossa própria posição na Galáxia: a forte absorção interestelar existente na direção do disco galáctico (onde elas são mais frequentes) teria obstruído a visão das outras SN.

Fritz Zwicky (1898-1974) e Walter Baade (1893-1960), calculando a energia emitida pela explosão de uma estrela na galáxia de Andrômeda em 1885, perceberam que ela era diferente das “novas” conhecidas até então, chegando à conclusão de que ela era um fenômeno de outra natureza, muito mais energético (BAADE; ZWICKY, 1934). Eles deduziram que “o fenômeno das supernovas representa a transição de uma estrela comum para um corpo de massa consideravelmente menor” (op. cit, p. 258), e foram os primeiros a associar as SN a estrelas na fase final de seu ciclo de vida. Zwicky começou então a se dedicar à busca de SN em outras galáxias, onde era possível detectá-las por sua grande luminosidade. Ele e seus colaboradores fizeram isso por mais de 30 anos, usando técnicas fotográficas e descobrindo mais de 250 supernovas.

Desde fins do século XX, a busca de SN extragalácticas passou a ser feita através de telescópios robóticos por algumas dezenas de grupos profissionais e amadores em todo o mundo¹⁰² - inclusive, no Brasil, pela equipe BRASS (Brazilian Supernovae Search), da qual o autor faz parte e que descobriu quinze SN entre 2004 e 2009 (Figura 9.17).

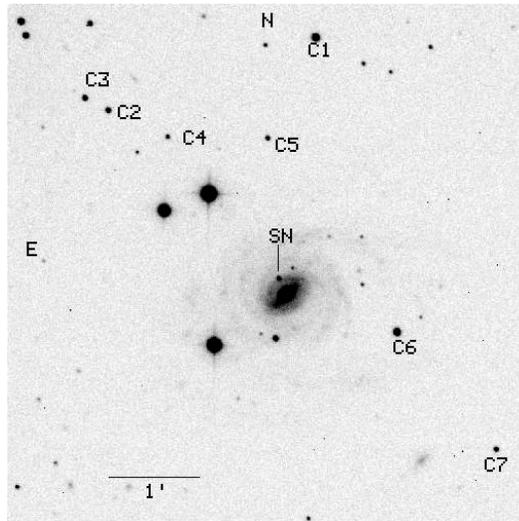


Figura 9.17 – Supernova 2004ew, descoberta em 8/12/2004 pelo grupo brasileiro BRASS na galáxia espiral ESO 153-G17, à distância de 93 Mpc (303 milhões de anos-luz); sua luminosidade era 500 milhões de vezes a solar. Os pontos C1 a C6 são estrelas de comparação usadas para medir a magnitude da SN. (Créditos do autor e do Carnegie Supernova Project.)

Desde os primeiros resultados do grupo de Zwicky, ficou evidente que a liberação total de energia (*apenas sob a forma de fótons*) nas explosões de supernovas podia alcançar 10^{49} ergs. Somente nos instantes da explosão, a luminosidade na região da luz visível era de cerca de 10^{43} ergs/s: o equivalente a um bilhão de estrelas com a luminosidade solar. Posteriormente se descobriria que essa energia liberada sob forma de fótons é *apenas uma pequena fração da energia total emitida por uma supernova*.

A primeira classificação das SN foi feita pelo aspecto de seus espectros perto do máximo brilho. Havia dois tipos distintos de espectros de supernovas. Um deles não apresentava linhas de hidrogênio. No outro, essas linhas apareciam fortes e bem definidas. O primeiro tipo foi denominado Tipo I; o segundo, Tipo II. Posteriormente, notou-se que quase todas as SN Tipo I possuíam linhas de silício, mas algumas poucas não. Por isso, subdividiu-se o Tipo I em Tipo Ia (as que têm linhas de silício), deixando os Tipos Ib e Ic para as SN que não as possuem. Assim, as classes mais comuns de supernovas são de longe as SN Tipo Ia e Tipo II. Essa classificação permanece até hoje.

Em seguida, procurou-se construir as curvas de luz de todas as SN descobertas. Concluiu-se que as SN Tipo Ia formavam um grupo muito homogêneo (suas curvas de

¹⁰² O uso dessa tecnologia aumentou exponencialmente o ritmo de descobertas de SN extragalácticas: até fins de 2015, já eram mais de 6500. Ver em: <<http://www.cbat.eps.harvard.edu/lists/Supernovae.html>>. Acesso em: 17 de julho de 2017.

luz eram praticamente iguais). Elas eram também mais luminosas na região da luz visível do que as do Tipo II. Nestas últimas as curvas de luz eram bastante heterogêneas: havia SN que mostravam um “patamar” no decaimento de brilho; por isso, elas foram chamadas Tipo IIP. As outras, em que a queda de brilho era linear, foram denominadas Tipo IIL. A Figura 9.18 mostra as curvas de luz de cada tipo.

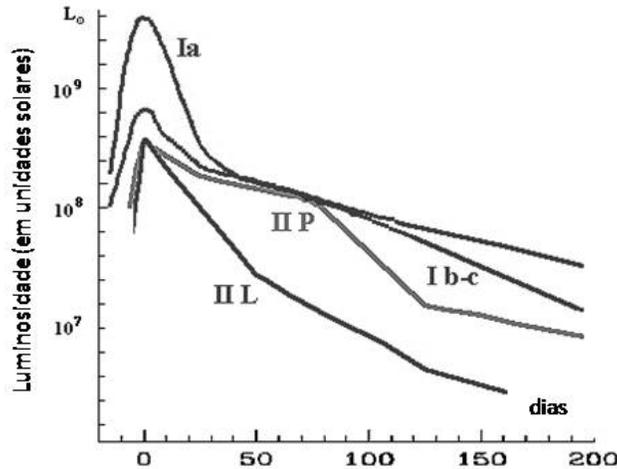


Figura 9.18 – Curvas de luz esquemáticas dos diversos tipos de SN. Notar que o Tipo Ia apresenta a luminosidade mais alta entre todos. (Crédito: AAVSO.)

Quanto aos mecanismos responsáveis pela explosão de supernovas, já vimos no Capítulo 8 (item 8.4.3.2) o caso das SN Tipo II: o colapso do núcleo de uma estrela massiva ao fim de sua evolução. Para as SN Tipo Ia, no entanto, o mecanismo é diferente. Para esse grupo, os modelos mais aceitos atualmente envolvem um sistema binário cerrado, onde uma dos componentes é uma anã branca de carbono-oxigênio e a outra, tipicamente, é uma gigante vermelha. À medida que a gigante vermelha segue seu caminho evolutivo, a matéria de seu envoltório gasoso (muito fracamente ligada pela gravidade) é atraída pela anã branca, formando o que se chama geralmente disco de acreção (*accretion disk*). A matéria gasosa flui através do disco na direção da anã branca (como água em volta do ralo de uma pia doméstica), e vai se depositando sobre ela, acrescentando assim massa à anã. Quando a massa da anã branca chega às proximidades do limite de Chandrasekhar, o aumento de pressão gerado pela massa adicional faz com que o carbono inicie sua reação de fusão termonuclear. Isso faz com que a temperatura do núcleo aumente significativamente.

Ora, se a anã branca fosse feita de matéria comum, a consequência desse aumento de temperatura seria um aumento da pressão para fora da estrela, o que a faria se expandir e resfriar. Mas uma anã branca, como já vimos, é feita de *matéria degenerada*, e por isso o aumento de temperatura do núcleo *não implica um aumento de pressão*. Em vez disso, ele só serve para fazer as reações termonucleares se deflagrarem de uma forma cada vez mais rápida e explosiva. O processo logo se torna catastrófico, e a anã branca é destruída completamente pela explosão, sem deixar vestígios. Como ela já tinha perdido seu hidrogênio há muito tempo (nas fases anteriores de sua evolução), não aparecem linhas desse elemento no espectro da supernova Ia.

9.6.3.2 Novas

As novas são estrelas variáveis cataclísmicas que permanecem a maior parte do tempo em estado quiescente, e de tempos em tempos sofrem uma erupção na qual a luminosidade da estrela aumenta abruptamente, voltando posteriormente ao estado anterior. Modernamente, acredita-se que todas as novas tenham esse caráter recorrente.

As novas são muito mais frequentes (e muito menos energéticas) que as supernovas. Atualmente, identificam-se menos de dez novas por ano na Via Láctea, mas as buscas de novas feitas em galáxias vizinhas permitem descobrir algo em torno de trinta novas a cada ano. Assim como ocorre com as supernovas, a maior parte das explosões de novas na Via Láctea é obscurecida pelas regiões escuras do meio interestelar. A energia total liberada durante uma erupção de nova é de no máximo de 10^{44} ergs; ou seja, dez milhões de vezes menos que uma supernova do tipo Ia, cuja produção *total* de energia é da ordem de 10^{51} ergs (para sermos justos com as novas, devemos comentar que mesmo aquela “menor energia” equivale à emitida pelo Sol em mil anos de vida).

A classificação tradicional das novas as agrupa em três categorias: as novas clássicas, as novas recorrentes e as novas anãs. No primeiro caso, teremos tipicamente um abrilhantamento da ordem de 8 a 15 magnitudes em questão de horas ou poucos dias (ver Figura 9.19). No máximo brilho, suas magnitudes absolutas são em média de -7,6 (PAYNE-GAPOSCHKIN, 1964), contra médias de -19,1 para as SN Tipo Ia e -17,2 para as SN Tipo II (HOFFMEISTER; RICHTER; WENZEL, 1985). Após a erupção, o brilho decairá lentamente, demandando anos ou décadas para voltar ao estado original. De acordo com a evolução de brilho, essas novas clássicas se subclassificam em novas rápidas, lentas e muito lentas. Uma nova erupção poderá ocorrer séculos ou mesmo milênios depois.

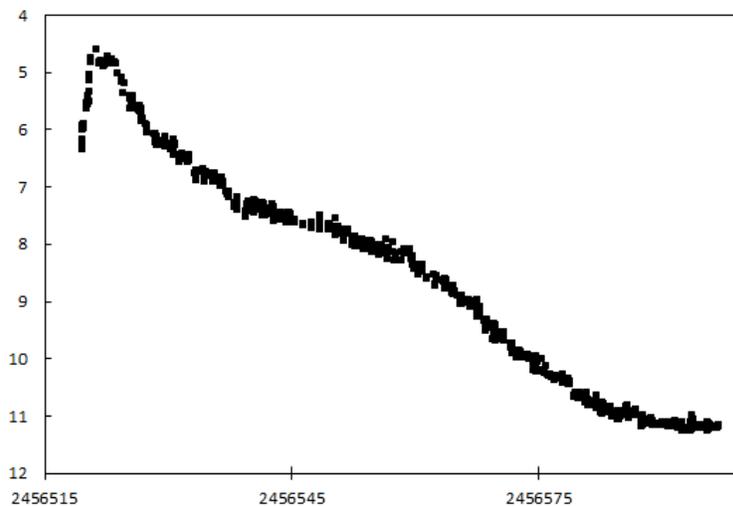


Figura 9.19 – Curva de luz da Nova Delphini 2013, cuja erupção se deu em 14/08/2013. Embora o aspecto lembre o de uma SN Ia, o aumento de brilho é muito menor: neste caso, 13 magnitudes (na fase pré-nova a estrela tinha magnitude 17,6 e na erupção passou a 4,6). (Crédito: AAVSO.)

A segunda categoria é a das *novas recorrentes* (este nome é antigo, anterior à descoberta do fato de que *todas* as novas são recorrentes). Nesse grupo estão apenas oito novas, que apresentam erupções mais ou menos periódicas, várias vezes por século. Todas são rápidas, e seu brilho é bem menor que nas novas clássicas: entre 6 e 9 magnitudes. Finalmente, as *novas anãs* (das quais existem muitos subtipos, nomeados de acordo com o aspecto de suas curvas de luz) mostram brilhos ainda menores (entre 4 e 5 magnitudes) e frequência de erupções ainda maior (a intervalos de poucos meses apenas).

Acredita-se hoje que todas as novas sejam parte de sistemas binários, e essa é a semelhança básica entre elas e as supernovas tipo Ia. Assim como nestas últimas, uma das componentes do binário é uma anã branca; a companheira pode ser uma gigante vermelha ou uma estrela da sequência principal. A matéria do envelope gasoso da companheira (basicamente hidrogênio) flui através de um disco de acreção e se deposita em uma fina camada sobre a superfície da anã. Quando a temperatura ali atinge cerca de 10^7 K, iniciam-se as reações termonucleares de fusão do hidrogênio nessa camada da anã branca ou no próprio disco de acreção (WHEELER, 2011). Por esse mecanismo, a erupção é muito menos energética e a anã branca não é destruída, como no caso das SN Ia. Naturalmente, certa quantidade de massa é lançada ao espaço, formando uma nuvem de ejetos que se dissolve gradualmente no meio interestelar. Com a perda de massa e a dissolução da nuvem, o sistema volta ao estado quiescente original, e continuará acrescentando massa até a erupção seguinte.

9.7 Tipos de variáveis extrínsecas

9.7.1 Binárias eclipsantes

Estima-se hoje que ao menos 50% das estrelas da Via Láctea não sejam isoladas, mas façam parte de sistemas duplos ou múltiplos, em que as componentes estão ligadas gravitacionalmente entre si. Sistemas binários são importantes em Astrofísica, pois se constituem na melhor forma que temos para avaliar as massas estelares. Dentre eles, as binárias eclipsantes correspondem às situações em que o plano da órbita do sistema contém a nossa linha de visada (ou está muito próximo dela). Nessas condições, veremos eclipses periódicos, e a magnitude total do sistema será variável (Figura 9.20).

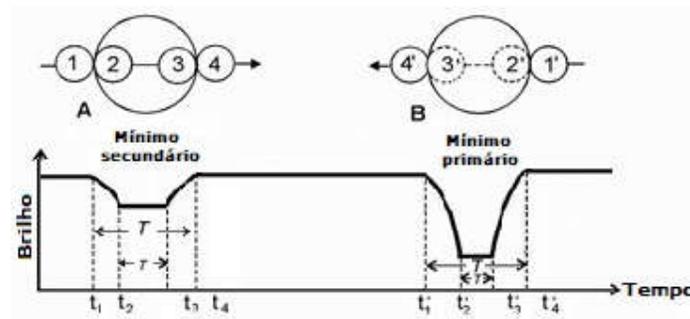


Figura 9.20 – Curva de luz de um sistema binário eclipsante. (Crédito: University of Arizona.)

No exemplo da Figura 9.20, o plano da órbita contém a linha de visada e, por hipótese, a estrela menor é também a mais luminosa. As estrelas estão muito afastadas para que as possamos ver separadamente, mas podemos medir o brilho total do sistema e construir a sua curva de luz (vista na parte inferior da figura). Quando, em sua órbita, a estrela menor e mais brilhante passa atrás da maior (situação B, à direita), temos um eclipse mais profundo, em que o brilho do sistema cai mais fortemente. Dizemos que temos um *mínimo primário*. Já na situação A, em que a estrela menor e mais brilhante passa na frente da maior e mais apagada, o brilho cai, porém menos que na situação B. Dizemos que temos um *mínimo secundário*. O período total do sistema é o tempo decorrido entre dois mínimos primários (ou dois mínimos secundários) consecutivos. Se medirmos o período e cronometrarmos os tempos t_1 , t_2 , t_3 e t_4 , poderemos calcular os diâmetros de cada estrela. A curva de luz pode ser conjugada com a espectroscopia do sistema, o que nos fornecerá as massas de cada componente, bem como vários outros parâmetros das estrelas.

Dependendo do aspecto da curva de luz e da separação das componentes, o GCVS distingue três tipos de binárias eclipsantes, cujas curvas de luz são vistas na Figura 9.21.

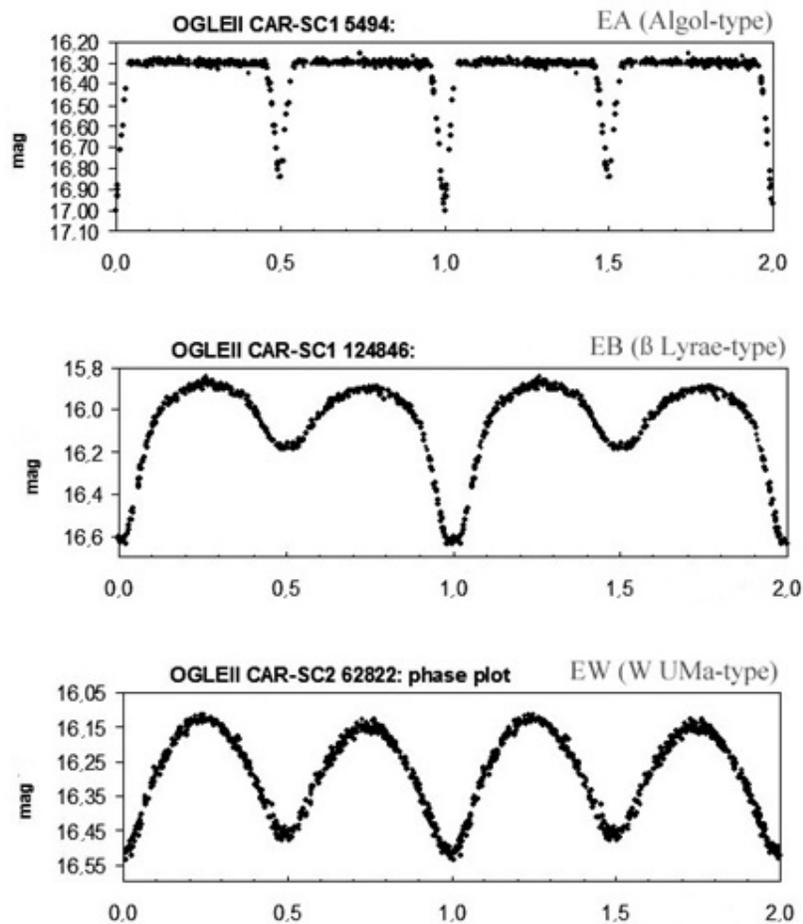


Figura 9.21 – Curvas de luz representativas de binárias eclipsantes dos tipos EA (algólicas, em cima); EB (Beta Lyrae, no centro) e EW (W Ursae Majoris, embaixo). (Crédito: Optical Gravitational Lensing Experiment – OGLE.)

- As *algólicas* (EA), nomeadas segundo seu protótipo, Algol (Beta Persei), nas quais as componentes são esféricas ou levemente elipsoidais e a separação entre elas é grande. Nas curvas de luz, os trechos entre os eclipses são horizontais (brilho constante), de tal forma que é fácil determinar o início e fim de cada eclipse. Seus períodos são em geral longos, desde vários dias até 27 anos (a estrela Epsilon Aurigae).
- Tipo *Beta Lyrae* (EB), nomeadas segundo seu protótipo, a estrela Sheliak (Beta da constelação da Lira). Neste caso, as componentes do sistema são elipsoidais e estão muito próximas entre si (quase em contacto), de tal forma que a variação de brilho é contínua e a determinação do início e fim dos eclipses é muito difícil de ser realizada. Períodos na faixa de poucos dias.
- Tipo *W Ursae Majoris* (EW), segundo a estrela de mesmo nome. Aqui as componentes elipsoidais estão praticamente em contacto, sendo impossível determinar com precisão o início e fim dos eclipses. Os mínimos primário e secundário têm igual amplitude e a variação de brilho geralmente é inferior a 0,8 magnitude. O período em geral é menor que um dia.

9.7.2 Variáveis rotacionais

Neste grupo existe um grande e diversificado número de tipos cuja variabilidade está em geral ligada à presença de atividade cromosférica, manchas, intensos campos magnéticos ou elipticidade em função de sua rotação muito rápida. Há ainda tipos formados por sistemas binários (não-eclipsantes) em que a componente mais quente provoca efeito de reflexão na estrela mais fria, aumentando seu brilho aparente quando ela está voltada para nós. Muitas dessas variáveis apresentam pequenas amplitudes, perceptíveis apenas por fotometria fotoelétrica. Assim, embora existam diversos outros tipos, destacaremos como exemplo deste grupo apenas as estrelas BY Draconis, que possuem amplitudes relativamente maiores.

9.7.2.1 Estrelas tipo BY Draconis

Estas são estrelas anãs da sequência principal (tipos espectrais K ou M) com intensa atividade cromosférica, que apresentam grandes manchas estelares (semelhantes às manchas solares, porém proporcionalmente muito maiores) em sua superfície. A variação de brilho ocorre durante o movimento de rotação axial da estrela, ao mostrar faces mais ou menos luminosas do seu disco. As amplitudes podem chegar a 0,5 magnitude. Algumas delas também apresentam “flares” como os observados nas estrelas UV Ceti.

As estrelas BY Draconis possuem algumas características espectrais semelhantes às de outro tipo de variável rotacional que também apresenta manchas estelares e atividade cromosférica significativa (as estrelas do tipo RS Canum Venaticorum), porém estas são binárias cerradas, onde uma das componentes costuma ser uma gigante dos tipos espectrais F a K.

9.8 Estrelas variáveis e o diagrama HR

A Figura 9.22 resume os tópicos vistos acima, indicando as posições no diagrama HR dos principais tipos de variáveis intrínsecas não-eruptivas: desde as estrelas pré-sequência principal (T Tauri); passando pelas estrelas anãs vermelhas que estão convertendo hidrogênio em hélio na sequência principal (estrelas “flare”); pelas estrelas bastante evoluídas e que já ultrapassaram a etapa de fusão do hidrogênio e se encontram na região das gigantes vermelhas e assemelhadas (Miras, semi-regulares e RV Tauri); pelos três tipos de Cefeidas na faixa de instabilidade (Cefeidas clássicas, W Virginis e Cefeidas anãs); e pelas estrelas RR Lyrae, no ramo horizontal do diagrama. As hipergigantes azuis (LBVs), muito luminosas para ser representadas na escala dessa figura (estariam acima dela, à esquerda), não estão indicadas.

Nos dois eixos podem se visualizados os valores aproximados das características físicas típicas para cada tipo de variável: no eixo das abscissas, os tipos espectrais e as temperaturas efetivas em K; no eixo das ordenadas, sua magnitude absoluta e luminosidade, expressa em múltiplos da luminosidade do Sol.

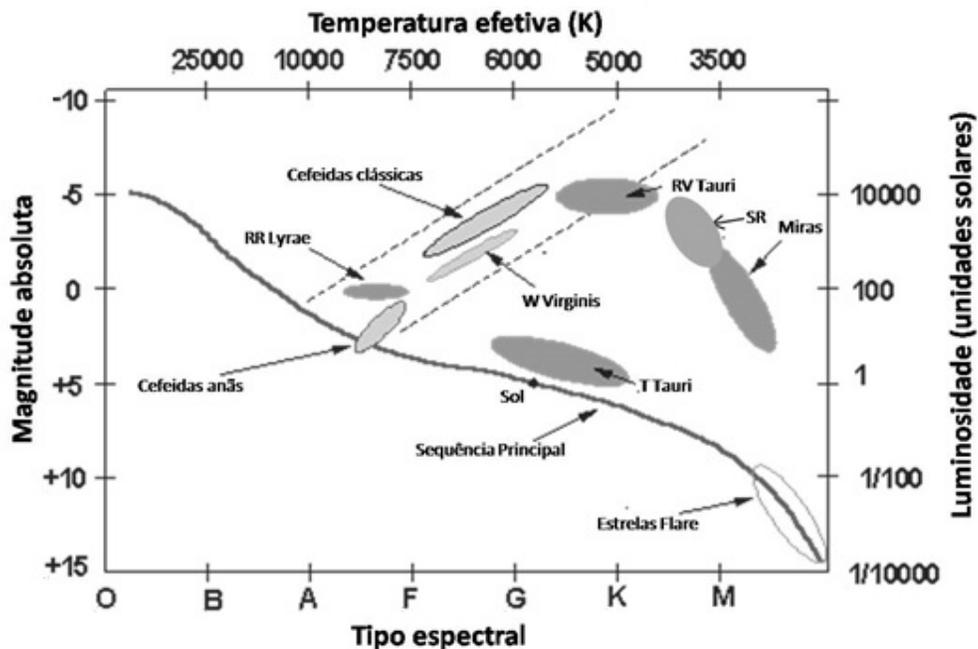


Figura 9.22 – Sumário: posição dos diversos tipos principais de variáveis intrínsecas no diagrama HR. (Adaptado de R. Emery, Chandra Education, AAVSO e outras fontes.)

9.9 Atividades sugeridas (para professores)

A atividade essencial que recomendamos ao professor neste ponto seria familiarizar-se pessoalmente com o website da AAVSO, em: <<https://www.aavso.org/>>, navegando em especial pelos vários links do menu “Variable Stars” para ter uma primeira ideia da riqueza de materiais que essa página oferece. A partir do próximo capítulo, o site da AAVSO será usado com frequência nos exercícios práticos sobre a observação das estrelas variáveis; convém, portanto, que o professor esteja preparado e familiarizado desde já com os recursos oferecidos pela AAVSO. Deixamos a critério do professor a

decisão de apresentar ou não esse website aos alunos neste momento: eles precisarão de certa proficiência em inglês para compreender todos os materiais, porém existem alguns destes (que usaremos nos capítulos seguintes) que já estão traduzidos para o português). Mas recomendamos vivamente que o professor faça previamente esta atividade como preparação pessoal.

Como atividade optativa para os alunos: a British Astronomical Association (BAA), através de sua Seção de Estrelas Variáveis (VSS), disponibiliza online uma série de curvas de luz reais, selecionadas do banco de dados da associação. Sugere-se escolher algumas delas para uma comparação visual simples com os exemplos de curvas de luz vistas no presente capítulo, procurando identificar o tipo de variável correspondente a cada curva. As curvas de luz da BAA podem ser vistas neste link: <http://www.britastro.org/vss/selected_DB_lighcurves.htm>

Referências bibliográficas para o Capítulo 9

AAVSO (American Association of Variable Stars Observers). Website. Disponível em: <<https://www.aavso.org/>>. Acesso em: 30 de junho de 2017.

ASAS-SN (All-Sky Automated Survey for Supernovae – Sky Patrol). Website. Disponível em: <<https://asas-sn.osu.edu/>>. Acesso em: 1 de julho de 2017.

BAADE, W.; ZWICKY, F. On super-novae. *Proceedings of the National Academy of Sciences of the USA*, v. 20, n. 5, p. 254-9, 1934. Disponível em: <<http://www.pnas.org/content/20/5/254>>. Acesso em: 17 de julho de 2017.

CAMPBELL, L.; JACCHIA, L. *Historia de las estrellas variables*. Buenos Aires: Editorial Pleamar, 1946.

CLARK, D.H.; STEPHENSON, F.R. *The historical supernovae*. Oxford: Pergamon Press Ltd., p. 14-56, 1977.

DAMINELI, A. The 5.52 cycle of Eta Carinae. *ApJ Letters*, 460:L49-L52, 1996. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1996ApJ...460L..49D>>. Acesso em: 10 de julho de 2017.

DAMINELI, A. et al. η Carinae: binarity confirmed. *The Astrophysical Journal*, v. 528:2. p. 101-4, 2000. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2000ApJ...528L.101D>>. Acesso em: 10 de julho de 2017.

EYER, L.; CUYPERS, J. Predictions on the number of variable stars for the GAIA Space Mission and for surveys such as the Ground-Based International Liquid Mirror Telescope. *ASP Conference Series*, v. 203, p. 71-2, 2000. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2000ASPC..203...71E>>. Acesso em: 2 de julho de 2017.

FERNÁNDEZ-LAJÚS, E. et al. Long-term optical monitoring of η Carinae. *Astronomy & Astrophysics*, v. 493, p. 1093-7, 2009. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2009A%26A...493.1093F>>. Acesso em: 10 de julho de 2017.

GREEN, D.A.; STEPHENSON, F.R. Historical supernovae. arXiv:astro-ph/0301603, 2003. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2003LNP...598....7G>>. Acesso em: 4 de julho de 2017.

GROH, J.H.; MEYNET, G.; EKSTRÖM, S. Massive star evolution: luminous blue variables as unexpected supernova progenitors. *Astronomy & Astrophysics*, v. 550, id. L7, p. 1-4, 2013. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2013A&A...550L...7G>>. Acesso em: 10 de julho de 2017.

HOFFLEIT, D. A history of variable star astronomy to 1900 and slightly beyond. *Journal of the American Association of Variable Star Observers (JAAVSO)*, v. 15, p. 77-106, 1986. Disponível em: <<https://www.aavso.org/apps/jaavso/article/934/>>. Acesso em: 30 de junho de 2017.

HOFFLEIT, D. History of the discovery of Mira stars. *Journal of the American Association of Variable Star Observers (JAAVSO)*, v. 25, p. 115-36, 1997. Disponível em: <<https://www.aavso.org/apps/jaavso/article/1611/>>. Acesso em: 30 de junho de 2017.

HOFFMEISTER, C.; RICHTER, G.; WENZEL, W. *Variable stars*. Traduzido de *Veränderliche Sterne* por S. Dunlop. 2nd ed. Berlin: Springer-Verlag, p. 1-4, 1985.

HSI, TSE-TSUNG. A new catalog of ancient novae. *Smithsonian Contribution to Astrophysics*, v. 2, p. 109-30, 1957. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1957SCoA....2..109H>>. Acesso em: 3 de julho de 2017.

HUMPHREYS, R.; DAVIDSON, K. The luminous blue variables: astrophysical geysers. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 106, p. 1025-51, 1994. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1994PASP..106.1025H>>. Acesso em: 10 de julho de 2017.

IBVS (International Bulletin of Variable Stars). Website. Konkoly Observatory, Budapest. Disponível em: <<https://www.konkoly.hu/IBVS/IBVS.html>>. Acesso em: 3 de julho de 2017.

IVEZIC, Z. et al. LSST: from science drivers to reference design and anticipated data products. arXiv:0805.2366v4, versão revisada, 2014. Disponível em: <<https://arxiv.org/pdf/0805.2366.pdf>>. Acesso em: 4 de julho de 2017.

KALER, J. Stars. Website. University of Illinois, criado em 1998, atualizado em 2017. Disponível em: <<http://stars.astro.illinois.edu/sow/sowlist.html>>. Acesso em: 6 de julho de 2017.

KOCHANEK, C.S. et al. The All-Sky Automated Survey for Supernovae (ASAS-SN) light curve server v1.0. arXiv:1706.07060, p. 1-8, 2017. Disponível em: <<https://arxiv.org/abs/1706.07060>>. Acesso em: 1 de julho de 2017.

LEVY, D.H. *Observing variable stars*. Cambridge: Cambridge University Press, 1989.

MATTEI, J.A. Visual observing of variable stars. In: PERCY, J.R. (ed.), *The study of variable stars using small telescopes*. Cambridge: Cambridge University Press, p. 11-31, 1986.

MORAES, A. *A Astronomia no Brasil*. São Paulo: Universidade de São Paulo, p. 72, 1984 (reedição de 1955).

NAPOLEÃO, T.A. Um estudo fotométrico da Cefeida de período ultracurto HD 94033 (KZ Hya). *Reporte n° 11, Rede de Astronomia Observacional*, p. 35-47, 2003. Disponível em: <<http://www.rea-brasil.org/reportespdf/reporte11.pdf>>. Acesso em: 8 de julho de 2017.

PAYNE-GAPOSCHKIN, C. *The galactic novae*. New York: Dover Publications, 1964.

PERCY, J.R. *Understanding variable stars*. Cambridge: Cambridge University Press, p. 82-312, 2007.

ROTH, G.D. An historical exploration of modern Astronomy. In: ROTH, G.D. (ed.), *Compendium of practical Astronomy*. Berlin: Springer-Verlag, p. 425-35. 1994.

SAMUS, N.N.; DURLEVITCH, O.V. GCVS variability types and distribution statistics of designated variable stars according to their types of variability, 2016. Disponível em: <<http://www.sai.msu.su/gcvs/gcvs/vartype.htm>>. Acesso em: 5 de julho de 2017.

SAMUS, N.N. et al. General Catalogue of Variable Stars (GCVS). Institute of Astronomy of Russian Academy of Sciences and Sternberg State Astronomical Institute of the Moscow State University. Catálogo em versão digital, 2016. Disponível em: <<http://www.sai.msu.su/gcvs/gcvs/>>. Acesso em: 1 de julho de 2017.

SAMUS, N.N. et al. General Catalogue of Variable Stars: current status and new name-lists. *Odessa Astronomical Publications*, v. 23, p. 102-5, 2010. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2010OAP....23..102S>> . Acesso em: 5 de julho de 2017.

STERKEN, C.; JASCHEK, C. *Light curves of variable stars: a pictorial atlas*. Cambridge: Cambridge University Press, 1996.

STROBEL, N. Astronomy notes. 2013. Disponível em: <<http://www.astronomynotes.com/>>. Acesso em: 5 de julho de 2017.

STROHMEIER, W. *Variable stars*. Oxford: Pergamon Press Ltd., 1972.

TAMMANN, G.A.; LÖFFLER, W.; SCHRÖDER, A. The galactic supernova rate. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, v. 92, n. 2, p. 487-493, 1997. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1994ApJS...92..487T>>. Acesso em: 16 de julho de 2017.

WATSON, C.L.; HENDEN, A.; PRICE, A. The International Variable Star Index (VSX). The Society for Astronomical Sciences 25th Annual Symposium on Telescope Science, 2006. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/full/2006SASS...25...47W>>. Acesso em: 4 de julho de 2017.

WHEELER, J.C. *Cosmic catastrophes*. Cambridge: Cambridge University Press, p. 69-78, 2011.

YAU, K.K. CHING. An investigation of some contemporary problems in Astronomy and Astrophysics by way of early astronomical records. PhD thesis, Durham University, 1988. Disponível em Durham E-Theses Online: <http://etheses.dur.ac.uk/6331/1/6331_3685.PDF> . Acesso em: 3 de julho de 2017.

%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%%

Guia de estudos “Astrofísica Estelar para o Ensino Médio”

Capítulo 10 – Observando estrelas variáveis

10.1 Introdução

Nos capítulos precedentes deste Guia de Estudos, adquirimos conhecimentos básicos sobre as estrelas variáveis: seus tipos, comportamentos, características físicas e sua relação com o processo de evolução estelar. Aprendemos também os fundamentos para a sua correta identificação no céu noturno. Agora, e uma vez vistos todos esses requisitos indispensáveis, é hora de colocar mãos à obra! A partir deste capítulo, nos concentraremos nos trabalhos práticos de observar as estrelas variáveis no céu real, estimar e registrar as suas mudanças de brilho, construir suas curvas de luz, analisá-las e entender seu significado astrofísico e a importância científica dos dados obtidos.

Iniciaremos este capítulo por duas práticas simples de reconhecimento do céu, nas quais faremos uma avaliação *qualitativa*, a olho nu, dos *brilhos aparentes relativos* de várias estrelas. Ambas poderão ser realizadas convenientemente durante as primeiras horas da noite, sendo a primeira nos meses de verão e a segunda nos de inverno. Em seguida, detalharemos as técnicas universalmente usadas para a estimativa visual *quantitativa* das magnitudes estelares. Finalmente, aplicaremos esses procedimentos ao monitoramento regular do brilho de algumas estrelas variáveis, bem como à construção das primeiras curvas de luz a partir das suas observações. Em capítulos posteriores, veremos como analisá-las e proporemos diversos projetos de utilidade científica a todos os que se interessarem por prosseguir no estudo das estrelas variáveis.

10.2 Práticas de reconhecimento do céu e avaliação qualitativa de brilhos

Estas duas práticas visam a exercitar a identificação de estrelas a olho nu (conforme os princípios já vistos nos capítulos 3 a 5) e principalmente a treinar a percepção visual do observador para as diferenças de brilho de estrelas selecionadas.

10.2.1 Prática 1 (para os meses de verão)

Os textos das duas práticas que se seguem, bem como os mapas do Apêndice A deste capítulo, foram estabelecidos considerando as coordenadas da cidade de São Paulo como base para os cálculos. Com diferenças muito pequenas no que se refere às alturas sobre o horizonte (da ordem de até 2°), tanto o texto como os mapas podem ser usados para todo o estado de São Paulo. Com diferenças pouco maiores (de até 6°), para todas as cidades localizadas nos estados do Sudeste e Sul do Brasil). Se o leitor estiver em outras regiões do país, e em função da distância entre sua cidade e São Paulo, essas diferenças poderão ser muito maiores: nesse caso, recomendamos refazer os mapas 1 e 5 de acordo com as coordenadas de sua cidade e começar as

práticas a partir daí¹⁰³. As distâncias angulares entre as estrelas, por outro lado, serão sempre as mesmas descritas nos textos, independentemente do local da observação.

Recomenda-se iniciar a realização da Prática 1 com base nas datas e horários indicados na Tabela 10.1. Caso se prefira iniciar em qualquer data diferente dessas, o horário deverá ser também alterado de acordo. Para isso, basta seguir as instruções do parágrafo “*Ajustes do horário de início da observação*” que se vê logo após essa tabela.

Atenção: Os horários listados na Tabela 10.1 são os horários civis locais **SEM** considerar o Horário Brasileiro de Verão (HBV). Caso seja escolhida uma data em que este esteja vigente, basta iniciar sua observação uma hora *após* o horário indicado na tabela. Por exemplo, se for escolhido o dia 15 de janeiro e o horário de verão estiver vigente em sua cidade, inicie às 22:00 HBV e não às 21:00, como consta da tabela¹⁰⁴. Evidentemente, isso não se aplica àqueles que moram nas cidades em que o HBV não vigora.

<i>Datas</i>	<i>Horário de início</i>
<i>1 de dezembro</i>	<i>00:00</i>
<i>15 de dezembro</i>	<i>23:00</i>
<i>30 de dezembro</i>	<i>22:00</i>
<i>15 de janeiro</i>	<i>21:00</i>
<i>30 de janeiro</i>	<i>20:00</i>

Tabela 10.1 – Datas e horários sugeridos para iniciar a Prática 1. ATENÇÃO: Os horários indicados na tabela NÃO consideram o HBV. Se ele estiver vigente na sua cidade, adicione uma hora aos horários listados acima.

Ajustes do horário de início da observação: caso as datas da Tabela 10.1 não sejam convenientes por qualquer motivo para o leitor (ou se as condições meteorológicas não forem favoráveis), ele poderá realizar a prática em qualquer outra data dentro do período indicado nessa tabela. No entanto, deverá ajustar o horário de início da observação de acordo, para que o aspecto do céu seja semelhante ao indicado nas datas e horários nela relacionados. Para encontrar esse horário, basta *subtrair 4 minutos multiplicados por cada dia que tenha se passado desde a data da Tabela 10.1 que seja imediatamente anterior à data que você escolheu*. Por exemplo: se a prática for realizada no dia 19/01 (quatro dias após 15/01, a data imediatamente anterior listada na Tabela 10.1), a observação deverá se iniciar às 20:44 (dezesseis minutos

¹⁰³ Os mapas podem ser refeitos em qualquer uma das fontes recomendadas no item 3.5, Capítulo 3.

¹⁰⁴ Lembramos que o fuso horário oficial de Brasília é normalmente (UTC – 3) horas, sendo que a sigla UTC se refere a Tempo Universal Coordenado (ou simplesmente Tempo Universal). Este é equivalente, para efeitos práticos, à tradicional *hora de Greenwich*, ou GMT. Nos meses do Horário Brasileiro de Verão, o fuso oficial de Brasília passa a ser (UTC-2) horas. Esse fato deve ser considerado quando o leitor configurar os seus mapas (tanto mapas obtidos pela internet como por softwares).

antes das 21:00, o horário indicado na Tabela 10.1 para o dia 15/01)¹⁰⁵. Esses quatro minutos correspondem à diferença entre um dia solar médio e um dia sideral, conforme já visto no item 3.3 do Capítulo 3.

Prepare-se para a observação escolhendo um local razoavelmente escuro para realizá-la e imprimindo previamente seus mapas celestes para ajudá-lo a localizar as estrelas. Os mapas podem ser obtidos a partir de qualquer das fontes recomendadas no item 3.5 (*mas, para estas primeiras práticas, já incluímos as cartas celestes necessárias no Apêndice A deste capítulo*). Realizaremos a Prática 1 em seis passos consecutivos:

Passo 1: Identifique os pontos cardeais no seu local de observação (conforme as instruções do item 3.2, Capítulo 3). Coloque-se na "posição do Cristo Redentor", olhando de frente para o ponto cardeal Norte. Lembramos (ver item 4.1.1, Capítulo 4) que o ponto cardeal Norte é o início da contagem dos azimutes, com azimute igual a 0°, e que, nessa posição, seu braço direito aponta para o Leste (azimute 90°); atrás de você está o Sul (azimute 180°) e seu braço esquerdo aponta para Oeste (azimute 270°).

Precisamente na data e horário escolhidos para iniciar a prática, olhe diretamente para a direção do ponto cardeal Norte. A meio caminho entre a linha do horizonte e o zênite (o ponto exatamente acima da sua cabeça) você verá uma estrela alaranjada, da classe espectral K5. Esta é Aldebaran, a estrela Alfa da constelação do Touro, que estará cruzando o Meridiano Celeste nesse horário. Sua magnitude aparente é de 0,9, e ela está a 65 anos-luz de nós. Estique seu braço e, usando as suas mãos (da forma vista na Figura 4.8, Capítulo 4), determine a altura de Aldebaran sobre o horizonte. Se você está em São Paulo (ou imediações) e se começou na hora certa, deve encontrar perto de 50°. Confira essa medida com as suas mãos. Caso necessário, use os mapas 1 e 2 do Apêndice A deste Capítulo para ajudar na identificação.

Passo 2: Se o seu horizonte norte não estiver obstruído por prédios no local em que vocês está, procure agora uma estrela brilhante, 20° acima do horizonte norte e um pouco a leste do meridiano. Esta é Capella, a estrela Alfa da constelação de Auriga. Vista a olho nu, ela é uma solitária estrela branco-amarelada, de magnitude aparente 0,1; mas, na verdade, trata-se de um sistema quádruplo, em que as componentes principais são duas estrelas gigantes amarelas de classes espectrais K0 e G0. Capella está situada a 43 anos-luz de nós. Estique o seu braço novamente e meça a distância angular entre Capella e Aldebaran. Você deverá obter cerca de 30°. Confere?

Passo 3: Gire agora o seu corpo e olhe diretamente para a direção do Leste. A cerca de 60° de altura, você verá Sirius, a estrela mais brilhante do céu, com magnitude -1,5. Ela é a Alfa da constelação do Cão Maior. Que cor você diria que ela tem? Sua distância à

¹⁰⁵ Alternativamente, pode-se somar 4 minutos multiplicados por cada dia que *anteceda* a primeira data da tabela que seja *posterior* à data que tenha sido escolhido para a observação.

Terra é de 8,6 anos-luz e sua classe espectral é A0 (Sirius possui uma companheira que é um anã branca, mas ela é invisível a olho nu). Se o céu estiver escuro (e comparando com seus mapas celestes), tente identificar algumas outras estrelas que formam o contorno da constelação do Cão Maior. Sirius seria o "pescoço" do cão; a "estrela da pata dianteira" se chama Mirzam, e está a 5° de Sirius. Use suas mãos para encontrá-la. Já as estrelas da "pata traseira" e "da cauda" do cão chamam-se Adhara e Aludra; elas estão entre 10° e 15° de Sirius, na direção sul. Use o mapa 3 do Apêndice A para identificá-las.

Passo 4: Olhe agora novamente para Aldebaran e depois para Sirius. Na metade da distância entre essas duas estrelas, você reconhecerá facilmente as famosas "Três Marias", as três estrelas que formam o "cinto" da constelação de Orion, o gigante caçador. De oeste para leste, seus nomes são Mintaka, Alnilam e Alnitak. As três são estrelas jovens, azuis e muito quentes (classes espectrais respectivamente O9, B0 e O9). A partir delas, identifique agora as duas estrelas mais brilhantes da constelação: ao norte, no ombro do gigante (que aparece de cabeça para baixo no Hemisfério Sul) está Betelgeuse, facilmente reconhecível por sua cor nitidamente avermelhada. Betelgeuse é uma estrela variável semi-regular; voltaremos a ela mais adiante. Ao sul, no pé do gigante, está Rigel (de cor branco-azulada e tipo espectral B8). Complete a observação de Orion identificando duas outras estrelas: a que fica no outro ombro do gigante (Bellatrix) e a que fica no outro pé (Saiph). Se a noite estiver bem escura, você pode ainda tentar localizar uma pequena mancha difusa, a meio caminho entre Saiph e Mintaka: esta é a região em que se encontra a famosa Nebulosa de Orion, que pode ser vista a olho nu em céus muito escuros.

Passo 5: Finalmente, volte-se para o Sul e tente localizar Canopus, a segunda estrela mais brilhante do céu (Alfa da constelação de Carina, a quilha do lendário navio Argo). Ela estará cerca de 36° ao sul de Sirius. Compare agora Canopus com Sirius. Estas são as duas estrelas mais brilhantes do céu noturno: Sirius, com magnitude visual de -1,5, e Canopus, com cerca de -0,6. No entanto, Canopus está 36 vezes mais distante: a cerca de 310 anos-luz. Observe as duas, dirigindo seus olhos alternadamente para uma e para a outra, sem fixar seu olhar por mais de um segundo em nenhuma delas. Você consegue perceber a olho nu a diferença de brilho entre as duas?

Passo 6: Uma vez identificadas todas as estrelas mencionadas, comecemos a treinar a sua percepção para estimar qualitativamente algumas magnitudes. Responda às questões abaixo (as respostas estão no Apêndice D deste capítulo):

- Ao comparar os brilhos de Mintaka, Alnilam e Alnitak (as "três Marias"), nota-se que uma delas é claramente mais apagada que as outras duas. Qual é ela?
- Volte seus olhos agora, alternadamente, para as estrelas Bellatrix, Mintaka, Alnilam, Alnitak e Saiph. Qual delas lhe parece mais brilhante? Qual a mais apagada?

- Coloque em ordem de brilho crescente (ou seja, magnitude decrescente) as estrelas Aldebaran, Rigel, Sirius, Capella, Procyon e Canopus.

10.2.2 Prática 2 (para os meses de inverno)

As atividades da Prática 2 são semelhantes às da prática anterior, porém adequadas para realização nas primeiras horas das noites de inverno, nas quais evidentemente o aspecto do céu, as constelações e estrelas serão inteiramente diferentes da Prática 1.

Recomenda-se iniciar a realização da Prática 2 com base nas datas e horários indicados na Tabela 10.2. Caso se prefira iniciar em qualquer data diferente dessas, o horário deverá ser também alterado de acordo. Para isso, basta seguir as instruções do parágrafo “Ajustes do horário de início da observação” que se vê logo após essa tabela.

<i>Datas</i>	<i>Horário de início</i>
<i>1 de junho</i>	<i>00:00</i>
<i>15 de junho</i>	<i>23:00</i>
<i>30 de junho</i>	<i>22:00</i>
<i>15 de julho</i>	<i>21:00</i>
<i>30 de julho</i>	<i>20:00</i>
<i>15 de agosto</i>	<i>19:00</i>

Tabela 10.2: Datas e horários sugeridos para iniciar a Prática 2. Horários dados no fuso de Brasília (UTC-3h).

Ajustes do horário de início da observação: caso as datas da Tabela 10.2 não sejam convenientes para o leitor (ou se as condições meteorológicas não forem favoráveis), ele poderá realizar a prática em qualquer outra data dentro do período indicado nessa tabela. Assim como na prática anterior, ele deverá ajustar o horário de início da observação de acordo, para que o aspecto do céu seja semelhante ao indicado nas datas e horários nela relacionados. Para encontrar esse horário, basta subtrair 4 minutos multiplicados por cada dia que tenha se passado desde a data da tabela imediatamente anterior à data que você escolheu. Alternativamente, pode-se somar 4 minutos multiplicados por cada dia que anteceda a primeira data da tabela que seja posterior à data que você tenha escolhido para observar.

Da mesma forma que na prática anterior, foram usadas aqui como base de cálculo as coordenadas da cidade de São Paulo, podendo este roteiro no entanto ser usado em outras cidades, desde que seguidas as orientações fornecidas no primeiro parágrafo da Prática 1. Escolha um local razoavelmente escuro para realizar a Prática 2 e imprima previamente seus mapas celestes para ajudá-lo a localizar as estrelas. Os mapas podem ser obtidos a partir de qualquer das fontes recomendadas no item 3.5 (*mas, para estas primeiras práticas, já incluímos as cartas celestes necessárias no Apêndice A deste capítulo*). Realizaremos a Prática 2 em sete passos consecutivos:

Passo 1: Identifique os pontos cardeais no seu local de observação (conforme as instruções do item 3.2, Capítulo 3). Coloque-se na "posição do Cristo Redentor", olhando de frente para o ponto cardinal Norte. Lembramos (ver item 4.1.1, Capítulo 4) que o ponto cardinal Norte é o início da contagem dos azimutes, com azimute igual a 0° ; e que, nessa posição, seu braço direito aponta para o Leste (azimute 90°), atrás de você está o Sul (azimute 180°) e seu braço esquerdo aponta para Oeste (azimute 270°).

Precisamente na data e horário escolhidos para iniciar a prática, olhe diretamente para o zênite (ponto exatamente acima da sua cabeça). Você verá uma estrela brilhante e avermelhada (tipo espectral M1). Ela se chama Antares, nome derivado do grego "Anti-Ares", que significa "a rival de Marte", devido à cor assemelhada à do planeta vermelho. Situada a cerca de 550 anos-luz de distância, Antares (Alfa Scorpii) guarda muitas similaridades com Betelgeuse, que vimos na Prática 1. Em um tópico mais à frente, comentaremos mais sobre essas duas estrelas supergigantes vermelhas.

A constelação à qual Antares pertence – Scorpius, o Escorpião – é uma das mais conhecidas do firmamento, e uma das que mais se assemelham à figura que ela representa. Não é difícil identificá-la: Antares representa o "coração" do escorpião; as três brilhantes estrelas branco-azuladas que formam sua "cabeça" estão à distância angular de cerca de 7° a noroeste (NO) de Antares. Seus nomes, da direção norte para sul, são Graffias (Beta Scorpii), Dschubba (Delta Scorpii) e Pi Scorpii. Voltaremos a Dschubba mais adiante. Do outro lado, em relação a Antares (a sudeste, portanto), estendem-se o corpo e a cauda do animal, representados por estrelas azuladas de segunda e terceira magnitudes, que formam uma figura semelhante a um longo gancho ou anzol de pesca. Na extremidade desse anzol está o "ferrão" do escorpião, formado por um par de estrelas branco-azuladas muito próximas entre si, a uma distância angular de 17° de Antares (confirme medindo com suas mãos). A mais brilhante delas se chama Shaula e, em determinados períodos, é a segunda estrela mais brilhante de Scorpius, com magnitude 1,6. Nota-se facilmente que, com exceção de Antares, todas as demais estrelas brilhantes que formam a constelação possuem cor branco-azulada. A maioria delas faz parte da chamada "Associação Scorpius-Centaurus", um imenso agrupamento que contém milhares de estrelas jovens, quentes e massivas dos tipos espectrais O e B que nasceram há relativamente pouco tempo (entre 10 e 15 milhões de anos) da mesma nuvem de gás e poeira.

Passo 2: Volte agora seus olhos na direção do ponto cardinal Sul (azimute 180°). Na direção entre o azimute 200° e 210° , você verá um par de estrelas muito brilhantes, separadas entre si por cerca de 5° . Estas são Alfa e Beta Centauri. Verifique medindo com suas mãos: Alfa, a mais brilhante delas (magnitude aparente -0,2) se encontra a 40° de Antares. Alfa Centauri (às vezes chamada também de Rigil Kentaurus) é a terceira estrela mais brilhante do céu noturno – e também a mais próxima de nós, a apenas 4,3 anos-luz de distância. Na verdade, ela é um sistema estelar triplo: as duas

componentes maiores (A e B) possuem dimensões, massas e tipos espectrais muito parecidos com os do Sol, e o par é separado facilmente em telescópios modestos. Mas é a terceira componente – uma fria e apagada estrela anã vermelha da classe espectral M chamada Proxima Centauri, com massa e raio da ordem de apenas 12% a 14% dos do Sol, que atrai a atenção dos pesquisadores de todo o mundo desde 2016, ano em que foi descoberto um pequeno planeta, com massa quase igual à terrestre, orbitando ao redor de Proxima a cada 11,2 dias (ANGLADA-ESCUDE et al., 2016). Pesquisas recentes têm demonstrado que esse planeta (chamado Proxima Centauri b) encontra-se na zona de habitabilidade¹⁰⁶ da sua estrela, e que sua atmosfera pode ter evoluído a ponto de torná-lo um mundo potencialmente habitável; é provável que a nova geração de grandes telescópios projetados para a próxima década permita confirmar essa possibilidade (TURBET et al., 2016).

Passo 3: Partindo de Alfa Centauri e prolongando a distância entre ela e Beta Centauri por três vezes, você encontrará Gacrux (ou Gamma Crucis), a estrela da extremidade superior do Cruzeiro do Sul. Gacrux é uma estrela vermelha, com magnitude 1,6 e tipo espectral M4. Verifique, medindo com suas mãos a distância entre ela e Antares: você deve encontrar cerca de 50°; confere? A partir de Gacrux, observe agora a constelação do Cruzeiro como um todo. No “pé” da cruz (a 6° de Gacrux) está Acrux (Alfa Crucis), a mais brilhante da constelação, com magnitude aparente 0,8. Esta também é uma estrela dupla, cujas componentes (ambas gigantes azuis do tipo espectral B1) são facilmente separadas mesmo em pequenos telescópios. A partir dela, prolongue agora por quatro vezes e meia o “braço maior” da cruz, na direção de Gacrux para Acrux. Ou, o que é o mesmo, meça com suas mãos e na mesma direção, a distância de 27° a partir de Acrux. Você encontrará o ponto no céu que corresponde ao polo celeste Sul (a projeção do eixo de rotação da Terra sobre a esfera celeste no Hemisfério Sul). A partir dele, projete uma linha vertical até o horizonte. Se você mediu tudo corretamente, chegará ao ponto cardeal Sul. E, se medir a seguir com suas mãos a distância angular entre o ponto cardeal Sul (no horizonte) e o polo celeste Sul (no céu), encontrará a latitude geográfica do local onde você se encontra. Verifique.

Passo 4: Gire agora o seu corpo, olhando de frente para o ponto cardeal Norte. Duas estrelas mais brilhantes chamarão a sua atenção: na direção noroeste, uma solitária estrela alaranjada da classe espectral K2 e, na direção norte-nordeste, uma bela estrela de cor branca, quase cristalina, da classe A0. A primeira se chama Arcturus (Alfa da constelação do Boieiro), e está a 37 anos-luz de nós. A segunda se chama Vega (Alfa da constelação da Lira), distante de nós 25 anos-luz. A distância angular entre elas é de cerca de 60° (verifique com as mãos).

¹⁰⁶ Zona de habitabilidade (ou zona habitável) de um sistema estelar é a faixa de distâncias em torno da estrela central na qual é possível a existência de água no estado líquido, na superfície de um planeta que nela se encontre.

Passo 5: Dirija agora seus olhos para a direção entre o Leste e o Nordeste (em azimute aproximadamente 60°). Você verá uma estrela brilhante de cor branca, facilmente reconhecível pelas duas estrelas de terceira magnitude que a flanqueiam, a apenas 2° dela. Esta é Altair (“a Águia” em árabe), Alfa da constelação da Águia. Meça com as mãos a distância angular entre Altair e Vega; ela é da ordem de 20° , confere? Altair e Vega formam, com uma terceira estrela chamada Deneb (Alfa da constelação do Cisne) um asterismo muito conhecido nos países do Hemisfério Norte, chamado “Triângulo de Verão” (no Hemisfério Sul esse asterismo não tem a mesma popularidade, mas se o tivesse, certamente deveria se chamar “Triângulo de Inverno”!). Mas, se você seguiu os horários recomendados, ainda não conseguirá observar Deneb, que estará nascendo neste exato momento, a nordeste. Dependendo do horizonte do seu local de observação, ainda falta algo como uma hora para que você possa visualizá-la bem.

Passo 6: Retorne agora a Antares, perto do seu zênite, e volte seus olhos para a direção do Leste. A uma distância angular entre 25° e 30° de Antares, você verá um grupo de estrelas de segunda e terceira magnitudes, formando um asterismo conhecido nos países de língua inglesa como *Teapot* (o bule de chá). Esta é a constelação do Sagitário (o Arqueiro), em cuja direção poderemos divisar, em céus escuros, o centro de nossa Galáxia (a Via Láctea). Essa região é extremamente rica em nebulosidades (nuvens de gás e poeira), bem como em aglomerados abertos e globulares pertencentes à Via Láctea. As estrelas mais brilhantes de Sagittarius incluem Kaus Australis, Kaus Media e Kaus Borealis (ou, respectivamente, Epsilon, Delta e Lambda Sagittarii), que representam as partes sul, média e norte do arco portado pelo arqueiro; além de Nunki, a pena da flecha (Sigma Sagittarii) e Ascella, a axila do arqueiro (Zeta Sagittarii). Use o Mapa 7 do Apêndice A para identificar essas estrelas, às quais voltaremos mais adiante.

Passo 7: Uma vez identificadas todas as estrelas, vamos treinar agora a sua percepção para estimar magnitudes. Responda às questões abaixo (as respostas estão no Apêndice D deste capítulo):

- Volte seus olhos alternadamente para as estrelas Vega, Altair e Arcturus, sem olhar fixamente para nenhuma delas por mais de um segundo. Classifique-as em ordem crescente de brilho aparente (decrecente de magnitudes). Você ficou em dúvida sobre algumas delas? Quais?
- Compare as duas estrelas que flanqueiam Altair. A que fica mais ao Norte se chama Tarazed, ou Gamma Aquilae; a que está mais ao Sul, Alshain, ou Beta Aquilae (ambos os nomes significam “o falcão”, em persa e árabe). Qual delas lhe parece mais brilhante?
- Volte-se para o Sul e observe o Cruzeiro novamente. Já identificamos as estrelas do “braço maior” da cruz (Acrux e Gacrux). As do “braço menor” se chamam: Mimosa (ou Beta Crucis), aquela que está do lado Leste (o mesmo

lado em que estão Alfa e Beta Centauri); e Delta Crucis, aquela que está a Oeste. Coloque agora, em ordem crescente de brilho aparente, as estrelas Gacrux, Acrux, Mimosa, Delta Crucis, Alfa Centauri e Beta Centauri.

- Em seguida, observe a constelação do Sagitário. Com a ajuda do Mapa 7 do Apêndice, localize Kaus Borealis, Kaus Media, Kaus Australis e Nunki. Coloque essas estrelas em ordem crescente de brilho aparente.

10.3 Técnicas para estimar a magnitude visual

10.3.1 Método histórico (de Argelander)

O procedimento mais utilizado atualmente para a medida quantitativa da magnitude visual de uma estrela é uma adaptação de um método que foi originalmente desenvolvido por F.W. Argelander em meados do século XIX para estimar as dezoito estrelas variáveis conhecidas na época, com a finalidade de determinar suas curvas de luz e períodos de variação (ARGELANDER, 1844). O processo de Argelander, conhecido originalmente como “método fracionário”, se baseia em uma interpolação simples e pode ser sintetizado da seguinte forma:

Após determinar a posição em que se encontra a variável através de suas coordenadas e/ou atlas celestes, o observador deve identificá-la corretamente sem qualquer ambiguidade (sempre com a ajuda de uma carta celeste adequada) e localizar pelo menos duas estrelas de comparação **(a)** e **(b)**, que estejam nas suas proximidades e cujas magnitudes sejam previamente conhecidas. Uma delas deve ser mais brilhante e a outra mais apagada que a variável no momento em que a observação estiver sendo feita. Olhando alternadamente para a variável e para as duas estrelas de comparação (sem fixar os olhos demoradamente em nenhuma delas), o observador divide mentalmente o intervalo de magnitudes entre as duas estrelas de comparação em um número inteiro de partes (em geral não superior a 8). Em seguida, o brilho da variável dentro desse intervalo será estimado, como uma *fração do intervalo total de magnitudes* que separa as duas estrelas de comparação.

Consideremos um exemplo. Imaginemos que, no campo da variável a ser observada, haja duas estrelas de comparação com magnitudes 6,3 e 7,1. Digamos que a impressão visual do observador seja que o brilho da variável (estrela **v**) esteja *exatamente a meio caminho* entre as estrelas de comparação escolhidas. Em outras palavras, para ele a diferença de brilho entre a variável e a estrela mais brilhante é igual à diferença de brilho entre a variável e a estrela mais apagada (ou seja, a proporção entre esses dois intervalos de magnitude neste exemplo é de 1:1). Na notação original de Argelander, essa situação é escrita da seguinte forma: **(a) 1 v 1 (c)**. Como sabemos que a diferença total de magnitudes das estrelas de comparação é de 0,8 magnitudes, para que o brilho da variável satisfaça a proporção estimada de 1:1, ela deverá ter magnitude 6,7.

Suponhamos agora que, em outra situação, o observador tenha também dividido o intervalo entre as estrelas de comparação em oito partes, mas que tivesse a impressão de que a variável está mais próxima em brilho da estrela de magnitude 6,3 do que da estrela de magnitude 7,1 *na proporção de 1:3*. Nesse caso, a indicação na notação original seria **(a) 1 v 3 (b)**; e para que a variável esteja na proporção de 2:6, sua magnitude deve ser de 6,5.

10.3.2 Método preferido atualmente (de Pickering)

Embora ainda hoje alguns variabilistas ainda usem o método original de Argelander da forma descrita acima, a maioria dos observadores prefere usar uma variação muito mais simples e prática da mesma técnica. Trata-se de uma simplificação do processo fracionário denominada **método de Pickering** (ou *método AAVSO*). Seus princípios são idênticos aos do método de Argelander; porém, na hora de fracionar a diferença de magnitudes entre as duas estrelas de comparação, isso é feito *sempre em dez partes iguais*. Como nosso sistema de numeração tem base decimal, a maioria dos observadores acha bem mais fácil memorizar, por exemplo, uma fração do tipo “*sete partes em dez*” (ou até “*setenta por cento*”) do que “*cinco partes em sete*”. O cálculo que se segue é feito como uma regra de três simples. No exemplo que vimos acima, a diferença de magnitude entre as duas estrelas de comparação é 0,8. Suponha que você achou que a variável tem brilho mais próximo da estrela de comparação mais brilhante na razão de 4 partes em 10. A magnitude é calculada em dois passos simples:

O intervalo de magnitudes que separa a variável da estrela mais brilhante é dado por: $0,8 \times (4/10) = 0,32$, que é aproximado para 0,3 (você deve aproximar sempre para *décimos de magnitude*, que é a precisão geralmente atingível pelo método visual).

Estimativa final da magnitude da variável: $6,3 + 0,3 = 6,6$.

Lembre-se: a estimativa de magnitude em si é algo absolutamente pessoal: *ela é uma sensação e não um raciocínio*. Caberá unicamente ao observador a conclusão da *impressão* daquilo que vê, não deixando se influenciar pela opinião alheia. Com a prática, o observador se acostumará a realizar a estimativa quase automaticamente à medida que se familiariza com o campo visual. Quando se chega a esse ponto, nota-se que a dispersão das medidas de magnitudes entre dois observadores treinados é da ordem de 0,1 magnitude. Essa é a precisão que habitualmente se pode esperar do método visual, embora, em casos raros, haja observadores muito experientes que, reportadamente, podem atingir uma precisão na casa dos centésimos de magnitude.

Naturalmente, os métodos acima se prestam também para estimar magnitudes de estrelas que não sejam variáveis, mas cuja magnitude seja desconhecida pelo observador; basta, para tanto, dispor de duas estrelas de comparação adequadas.

Antes de começar a praticar o método de Pickering no céu real, vejamos alguns exemplos esquemáticos de seu uso, baseados no *Manual para observação visual de estrelas variáveis*, publicado pela AAVSO¹⁰⁷.

Na situação A, a estrela variável está entre os dois traços horizontais no campo de visão. As estrelas de comparação ao seu redor têm suas magnitudes indicadas sem o ponto decimal para evitar confusão. De início, procura-se dentre elas qual a que tem brilho *imediatamente maior* que a variável (no caso, 6,1), e qual a que tem brilho *imediatamente menor* (no caso, 6,4). A variável terá assim magnitude entre 6,1 e 6,4. Olhando agora alternadamente para essas duas estrelas de comparação e para a variável, estime a magnitude desta última. O resultado pode ser 6,2 ou 6,3, dependendo da sua impressão visual.

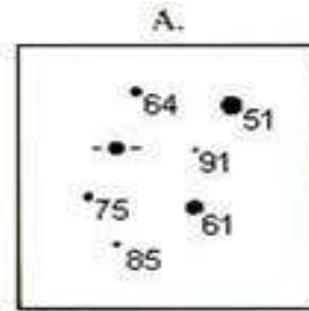


Figura 10.1 – Exemplo de estimativa visual (A).
(Crédito: AAVSO.)

Para fixar melhor esse processo, repita-o agora para as situações B e C, que mostram a mesma variável em épocas diferentes (e portanto com brilhos diferentes) que em (A).

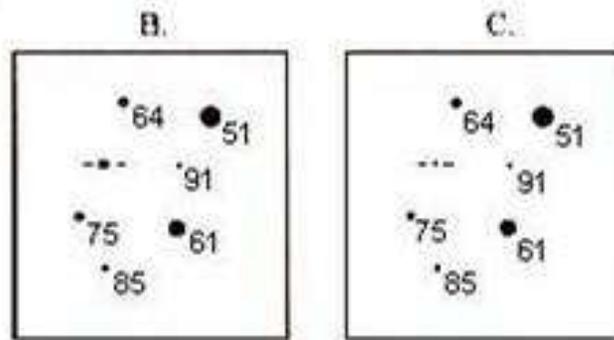


Figura 10.2 – Exemplos de estimativa visual (B) e (C). (Crédito: AAVSO.)

10.4 Recomendações para obter uma boa estimativa

Antes de iniciar suas observações, convém atentar para algumas recomendações práticas que ajudarão a melhorar a qualidade e precisão das suas estimativas: elas reúnem as experiências de muitos anos do autor e de diversos outros observadores.

1. Adapte a sua visão ao escuro (20 minutos ao menos) antes de começar sua observação. Use apenas luz vermelha fraca (nunca luz branca) para checar seus mapas. Estes devem ser sempre impressos; não use monitores de *laptops* ou *smartphones*.

¹⁰⁷ O *Manual para observação visual de estrelas variáveis* da AAVSO, com 70 páginas, está disponível (em vários idiomas, inclusive o português) em: <<https://www.aavso.org/visual-observing-manual>>.

2. Procure fazer a estimativa quando a altura da estrela sobre o horizonte for no mínimo de 20 graus (evitando os efeitos da extinção atmosférica). Se isso for impossível, faça a estimativa usando estrelas de comparação à mesma altura aproximada que a variável.
3. Mantenha os olhos constantemente em movimento. Não olhe fixamente para nenhuma estrela, principalmente se ela for vermelha (ela irá parecer mais brilhante do que realmente é, por um efeito fisiológico conhecido como “efeito Purkinjé”).
4. Sempre que possível, evite observar sob luar intenso: devido a outro efeito fisiológico conhecido como “efeito Dove”, as estrelas vermelhas parecerão mais brilhantes.
5. Confirme e reconfirme a identificação da variável e das estrelas de comparação. Essa costuma ser a causa mais comum de erros por parte de observadores iniciantes.
6. Sempre que for possível, escolha estrelas de comparação da mesma cor que a variável. Evite comparar diretamente estrelas azuis com vermelhas.
7. Se possível, escolha duas estrelas de comparação separadas por um intervalo menor que 0,5 magnitude. Procure não usar estrelas separadas por mais de uma magnitude.
8. Quando estiver observando com um instrumento (binóculo ou telescópio), procure manter sempre as estrelas próximas ao centro do seu campo de visão.
9. Desfocalize levemente o seu instrumento, principalmente se estiver observando estrelas de cores levemente diferentes. Nesse caso, compare o tamanho dos pequenos “discos” fora de foco: a estimativa será mais fácil dessa forma.
10. Quando observar estrelas fracas ao telescópio, mantenha os dois olhos abertos e tampe com a mão aquele que não estiver em uso. Se a estrela for muito fraca, use o recurso da “visão indireta” (ou seja, não olhe diretamente para a estrela, mas sim para um ponto nas proximidades dela). Isso permite perceber melhor as estrelas do campo.

10.5 Recursos adicionais para suas estimativas de magnitude

Em qualquer circunstância, você deve ter sempre consigo um atlas celeste, planisfério ou cartas celestes previamente preparadas e impressas, para propiciar uma primeira localização da estrela variável. Recomendações e procedimentos para tanto já foram vistos no item 3.5, Capítulo 3. Mas existem muitas situações em que apenas esses recursos serão insuficientes para identificar com precisão a variável, bem como para permitir uma boa escolha das estrelas de comparação: por exemplo, precisaremos de cartas específicas para a estimativa de magnitude, compatíveis com o instrumento que o observador irá utilizar. Esses recursos (e muitos outros) estão disponíveis gratuitamente no website da AAVSO, em <<https://www.aavso.org/>>. Para orientar os observadores iniciantes, relacionamos a seguir os mais importantes:

- Cartas para a estimativa de magnitude das centenas de milhares de estrelas pertencentes ao banco de dados da AAVSO podem ser obtidas na seção “Variable Star Plotter”, disponível em: <<https://www.aavso.org/apps/vsp/>>. Esse é um recurso inteiramente configurável para as necessidades de cada observador. Este poderá inicialmente plotar um mapa geral através da simples digitação do nome da estrela¹⁰⁸,

¹⁰⁸ O formato correto para indicar o nome da estrela segue a nomenclatura oficial vista no item 9.3, Capítulo 9. Deve-se digitar a letra (ou letras) que indicam a designação da estrela, seguida das três letras

ou, alternativamente, das suas coordenadas (ascensão reta e declinação); ele deverá também informar qual é a escala que deseja para o mapa, escolhendo um dos tamanhos de campo pré-definidos que variam desde 15° até 7,5' (minutos de arco). Alternativamente, ele poderá digitar diretamente o campo de visão de seu instrumento (em minutos de arco) nas Opções Avançadas. A magnitude-limite da carta também deve ser configurada para reproduzir as condições do céu de cada observador e de seu instrumento. Outras opções, como resolução do mapa, legendas etc., também podem ser configuradas sucessivamente até que se atinja um mapa perfeito para aquilo que o observador requer. Esse é um processo que tipicamente levará alguns minutos, e pode ser feito a qualquer momento.

- Todas as informações disponíveis sobre cada uma dessas centenas de milhares de estrelas podem ser consultadas diretamente no grande banco de dados VSX da AAVSO, disponível em: <<https://www.aavso.org/vsx/index.php?view=search.top>>. Para isso, basta digitar o nome da estrela no mesmo formato já visto no parágrafo acima – ou, alternativamente, as suas coordenadas (ascensão reta e declinação), e clicar em seguida no botão “Search”.
- Você poderá também consultar as estimativas de magnitudes mais recentes feitas pelo quadro de três mil observadores da AAVSO para qualquer uma dessas estrelas. Na página inicial (<<https://www.aavso.org/>>), basta digitar o nome da estrela (no formato já visto) no campo “Pick a star” e, em seguida, clicar em “Check recent observations”. O quadro que se abre contém as magnitudes estimadas recentemente e as datas em que cada estimativa foi feita (em datas-calendário e em datas julianas), além de outros detalhes como as siglas dos nomes de cada observador.
- Caso deseje, você poderá também pedir a curva de luz para qualquer dessas estrelas a qualquer momento. A AAVSO fornece curvas em dois formatos distintos, disponíveis em <<https://www.aavso.org/lcg>> ou em <<https://www.aavso.org/LCGv2/>>. Qualquer que seja o formato escolhido, você poderá configurar a curva para qualquer faixa de datas ou período que necessitar.
- Já mencionamos aqui o *Manual para observação visual de estrelas variáveis*, disponível em português em: <<https://www.aavso.org/visual-observing-manual-portuguese>> e que pode ser baixado em partes ou no todo. Recomendamos vivamente a sua leitura a qualquer observador.
- Em especial para os principiantes, no entanto, a AAVSO publicou também dois tutoriais simples denominados *10-star training tutorials*, com as recomendações e as cartas celestes essenciais para a observação de 10 estrelas do Hemisfério Norte e de 11 estrelas do Hemisfério Sul; todas elas são brilhantes, fáceis de localizar e observar¹⁰⁹. Esses são programas excelentes para quem deseja adquirir experiência. Ambos podem

correspondentes à abreviação latina da constelação em que ela se encontra (vistas no Apêndice A do Capítulo 3). Exemplos: R Car (para R Carinae); RY Sgr (para RY Sagittarii). Se a estrela possui um nome latino, digitar as três primeiras letras desse nome, seguidas pelas três letras da abreviação da constelação. Exemplos: Del Cep (para Delta Cephei); Bet Lyr (para Beta Lyrae) etc.

¹⁰⁹ Ao todo, são 19 estrelas nos dois tutoriais da AAVSO, uma vez que Betelgeuse e Eta Aquilae aparecem em ambos.

ser baixados no link <<https://www.aavso.org/10-star-training>>¹¹⁰. Voltaremos a falar sobre esses tutoriais no fim do presente capítulo (item 10.8).

Em seu website, a AAVSO oferece ainda softwares gratuitos para análise e tratamento estatístico dos dados obtidos, propõe diversos programas de observação na área das estrelas variáveis e disponibiliza desde 1972 um periódico para publicação de artigos preparados por seus observadores (*Journal of the American Association of Variable Star Observers, JAAVSO*). Voltaremos a esses itens nos próximos capítulos. Por fim, cabe mencionar que todos os recursos mencionados acima são oferecidos sem qualquer ônus a qualquer visitante do website. Caso o leitor deseje, poderá também ingressar no quadro de observadores da AAVSO (também sem custos): ele receberá então uma senha e poderá passar a participar dos diversos programas a que a entidade se dedica. Pessoalmente, no entanto, recomendamos que o interessado faça isso somente depois de alguns meses de observações regulares e sistemáticas – período ao longo do qual ele adquirirá experiência e poderá certificar-se que de fato deseja assumir esse compromisso a longo prazo. Ver a respeito o item 10.8.

10.6 Aprendendo a estimar magnitudes no céu real

Uma vez entendidos os procedimentos e conhecidos os recursos, é tempo de “colocar as mãos na massa”! Neste tópico, vamos treinar a técnica de Pickering, aplicando-a a algumas estrelas no céu real, e proporemos também o início do monitoramento a longo prazo de duas estrelas variáveis a olho nu (uma delas no período de verão e a outra no inverno, de forma consistente com as duas primeiras práticas já vistas). Nos tópicos seguintes, detalharemos como construir a sua primeira curva de luz.

10.6.1 Treinando a técnica de Pickering no céu real

Se você estiver observando nos meses de verão: retorne agora ao Passo 3 da Prática 1. Usando o Mapa 3 do Apêndice A, localize a olho nu a constelação do Cão Maior e siga os passos abaixo:

- Identifique as estrelas Mirzam, Adhara e Aludra (confira no Mapa 3). Sabemos que Adhara possui magnitude aparente 1,5 e que Aludra tem magnitude 2,5. Olhando alternadamente para as três estrelas e utilizando o método de Pickering, estime a magnitude aparente de Mirzam.
- Identifique agora no mapa uma estrela nomeada com a letra grega δ (delta). Esta é Delta Canis Majoris, também conhecida como Wezen. Localize-a em seguida no céu, na constelação do Cão Maior. Usando as mesmas estrelas de comparação da questão anterior (Adhara e Aludra), bem como a magnitude de

¹¹⁰ O tutorial do Hemisfério Sul possui uma versão para português; no entanto, em razão de alguns erros técnicos na tradução, nesse caso específico sugerimos o uso das versões em inglês ou espanhol.

Mirzam que você acaba de determinar, estime a magnitude aparente de Wezen usando o método de Pickering. As respostas estão no Apêndice D.

Se você estiver observando nos meses de inverno: retorne agora ao Passo 6 da Prática 2 e, com a ajuda do Mapa 7 do Apêndice A, localize a olho nu a constelação do Sagitário e suas estrelas principais. Siga os passos abaixo:

- Identifique no céu a estrela Ascella. Usando o método de Pickering, procure estimar sua magnitude usando as estrelas de comparação Kaus Australis (magnitude 1,8) e Kaus Borealis (magnitude 2,8).
- Usando agora a magnitude de Ascella (que você acaba de determinar), mais a magnitude de Kaus Borealis (2,8), tente estimar a magnitude de Kaus Media. As respostas estão no Apêndice D.

10.6.2 Monitorando uma estrela variável a olho nu

Se você estiver observando nos meses de verão: Usando o Mapa 4 do Apêndice A, localize no céu Betelgeuse, a brilhante estrela avermelhada que também tem o nome de Alfa da constelação de Orion. Suas coordenadas são: ascensão reta 05h55m, declinação +07°27'.

Betelgeuse é uma variável pulsante da classe semi-regular SRC. Como vimos no item 9.6.1.7 do Capítulo 9, isso significa que ela é uma estrela supergigante jovem e muito massiva. Sua variabilidade foi descoberta por John Herschel no ano de 1836. Herschel registrou um período de abrilhantamento intenso entre os anos de 1836 e 1840; e, novamente, entre 1849 e 1852, quando ela se tornaria “a estrela mais brilhante do Hemisfério Norte”, ultrapassando Capella, cuja magnitude é de 0,1. (HERSCHEL, 1883). Observações do banco de dados da AAVSO revelam que, nos últimos anos, Betelgeuse parece estar apresentando um gradual aumento de brilho, podendo mesmo em breve chegar a níveis semelhantes aos mencionados por Herschel (ver Figura 10.3). Pelo *General Catalogue of Variable Stars* (SAMUS et al., 2016), sua magnitude varia entre 0,0 e 1,3 magnitudes. Como todas as variáveis semi-regulares, Betelgeuse não tem uma periodicidade precisamente definida: em SAMUS et al. (2016) reporta-se um período de pulsação da ordem de 2335 dias (6,39 anos); no entanto, recentemente foram descobertos subperíodos superpostos, da ordem de 420 dias (DUPREE et al., 1987) ou 376 dias (DEMPSEY, 2015).

Cálculos recentes indicam que a estrela está a cerca de 640 anos-luz de distância, o que implica uma luminosidade de mais de 100.000 vezes a luminosidade solar (HARPER et al., 2008). Betelgeuse é assim uma das maiores e mais luminosas estrelas que podemos observar no céu. As mais recentes pesquisas mostram que sua massa é da ordem de 20 vezes a massa solar; que seu raio varia entre aproximadamente 700 e 1100 raios solares (o que é comparável ao raio da *órbita* do planeta Júpiter); e que sua

idade está em torno de oito milhões de anos apenas. O destino final de uma estrela com essas características é certamente explodir como supernova do Tipo II, o que se espera ocorra em menos de 100.000 anos (DOLAN et al., 2016).

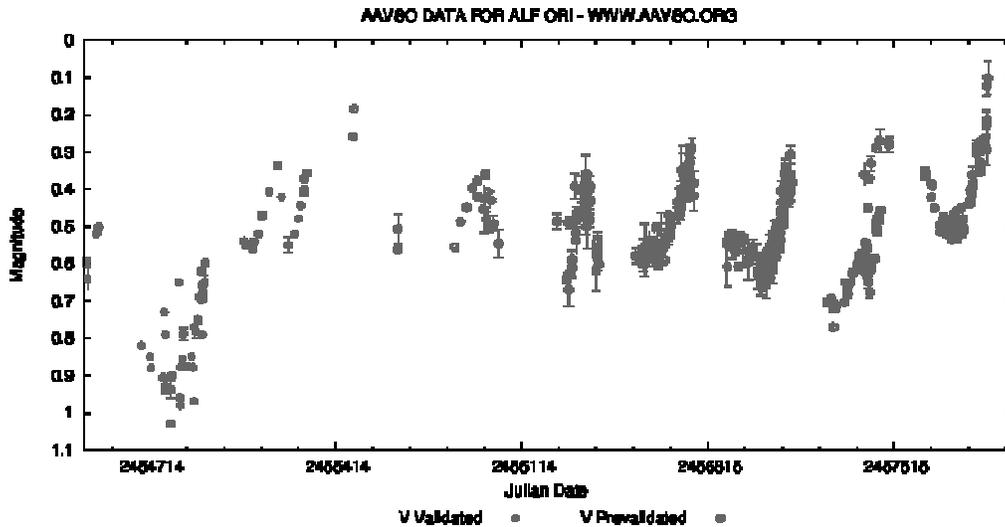


Figura 10.3 – Curva de luz de Betelgeuse desde 1 de janeiro de 2008 (DJ 2454466) até 2 de julho de 2017 (DJ 2457968). (Curva de luz (V) obtida pelo autor a partir do banco de dados da AAVSO.)

Por todos esses fatores, o monitoramento regular do brilho de Betelgeuse é uma tarefa recompensadora e perfeitamente ao alcance do iniciante, podendo ser feita a olho nu com facilidade. Para realizá-la, sugerimos uma estimativa de magnitude por semana (ou ao menos por quinzena), sempre que as condições climáticas permitirem. Deve ser usado o método de Pickering e, como estrelas de comparação (escolhidas de acordo com a fase de brilho em que Betelgeuse se encontrar na data da estimativa), duas quaisquer entre as seguintes estrelas: Rigel (magnitude 0,1); Capella (mag 0,1); Procyon (mag 0,4); Aldebaran (mag 0,9) e Bellatrix (mag 1,6). Confirme sua identificação no céu, usando o Mapa 4 do Apêndice A. Infelizmente, com a exceção de Aldebaran, essas estrelas de comparação possuem cores bem diferentes da cor vermelha de Betelgeuse; por essa razão, deve-se redobrar os cuidados para evitar o efeito Purkinjé (ver recomendações do item 10.4). O monitoramento de Betelgeuse pode ser feito em datas à escolha do observador, preferivelmente durante os meses de outubro a maio, em que a estrela está bem acessível em horários convenientes.

Após feita sua estimativa, o observador poderá compará-la com aquelas feitas por variabilistas veteranos diretamente no website da AAVSO, bem como pesquisar todos os demais recursos desse website, da maneira já descrita no item 10.5.

Se você estiver observando nos meses de inverno: Uma primeira ideia poderia ser o monitoramento de Antares, a brilhante estrela vermelha no “coração” da constelação

do Escorpião, que já vimos na Prática 2, e que parece ser uma réplica de Betelgeuse nos céus de inverno. Afinal, além da cor característica e das temperaturas efetivas da ordem de 3.500 K, ambas são estrelas variáveis de classe SRC (SAMUS et al., 2016). No entanto, a amplitude de variação de Antares é muito menor: sua magnitude visual oscilou apenas entre 0,9 e 1,1 ao longo de quase seis anos (PUGH e GRAY, 2013). Assim como Betelgeuse, Antares terminará seus dias como uma supernova do Tipo II dentro de dezenas de milhares de anos (HOCKEY; TRIMBLE, 2010). Antares apresenta uma peculiaridade: ela é uma estrela dupla, constituída por uma supergigante vermelha (Antares A), cujas dimensões são pouco inferiores às de Betelgeuse (massa de cerca de 18 massas solares e raio comparável ao da órbita de Marte); e por uma companheira de cor branco-azulada, que geralmente não é fácil de ser visualizada (a não ser que se usem telescópios de abertura de 200 mm ou mais), por ter seu brilho ofuscado pela componente supergigante. Essa companheira azul (Antares B) possui uma temperatura da ordem de 18.000 K, massa de cerca de 7 massas solares e raio de cinco vezes o raio solar (KUDRITZKI; REIMERS, 1978). Devido, entretanto, à pequena amplitude de variação de Antares, não a recomendamos aqui para o observador principiante. Uma outra estrela, de características bem diferentes, pode ser mais interessante para o monitoramento a olho nu: a brilhante variável azul Delta Scorpii.

Delta Scorpii é a estrela central entre as três que formam a “cabeça” da constelação do Escorpião (seu nome árabe, Dschubba, significa “a testa”). Suas coordenadas são: ascensão reta 16h00m, declinação -22°37'. Até o ano de 2000, ela não parecia digna de nota, brilhando com sua cor azulada característica e com magnitude supostamente constante (2,32). Então, em junho daquele ano, um abrilhantamento súbito de Delta Scorpii foi percebido pelo astrônomo amador argentino Sebastián Otero, e confirmado logo em seguida por uma série de observações fotoelétricas e espectroscópicas (OTERO; FRASER; LLOYD, 2001). Em poucas semanas, sua magnitude atingiu 1,9; após uma breve fase de queda, seu brilho aumentou novamente, atingindo novo máximo em 2003, quando a estrela atingiu magnitude 1,6, tornando-se a segunda mais brilhante da constelação. A partir de 2004, seu brilho decaiu quase uma magnitude. Essa queda de brilho durou mais de seis anos, e a estrela só se recuperaria em 2011 (Figura 10.4).

Ora, já se sabia, desde a década de 1970, que Delta Scorpii era um sistema binário, com período da ordem de 10,6 anos. Deduziu-se que esse comportamento fotométrico e espectroscópico periódico de Delta Scorpii poderia estar relacionado à formação de um disco gasoso circum-estelar em torno da estrela primária, nas situações de periastro¹¹¹; ora, esse tipo de fenômeno não era desconhecido, sendo muito comum em certo tipo de estrelas conhecidas como “estrelas Be”. Com a premissa de que Delta Scorpii pertencesse a esse grupo, foi desenvolvido um modelo matemático que

¹¹¹ O periastro de um sistema binário corresponde, na sua órbita, ao ponto de maior aproximação entre as duas estrelas que compõem o sistema.

descrevia seu comportamento, prevendo-se um novo abrihantamento quando do periastro seguinte, previsto para 2011 (CARCIOFI et al., 2006). Montou-se a seguir um amplo programa de cooperação internacional para observar Delta Scorpii por fotometria e espectroscopia em 2011, visando comprovar essa hipótese. A campanha foi bem-sucedida: na data prevista, a estrela se comportou como esperado pelo modelo, permitindo desvendar as características de Delta Scorpii: trata-se de um sistema de duas estrelas quentes e azuis, de massas equivalentes a 13 e 8,2 massas solares; o período orbital foi refinado para 10,8092 anos, com o periastro tendo ocorrido precisamente em 3 de julho de 2011; a distância do sistema foi calculada como 447 anos-luz; confirmou-se ainda a existência do disco circum-estelar, com raio equivalente a cerca de 150 raios solares (algo como 105 milhões de km). Os resultados sugeriram também a possível existência de uma terceira componente no sistema estelar de Delta Scorpii – mas a confirmação dessa hipótese terá de esperar até o próximo periastro, em 2022 (MIROSHNICHENKO; PASECHNIK; MANSET, 2013).

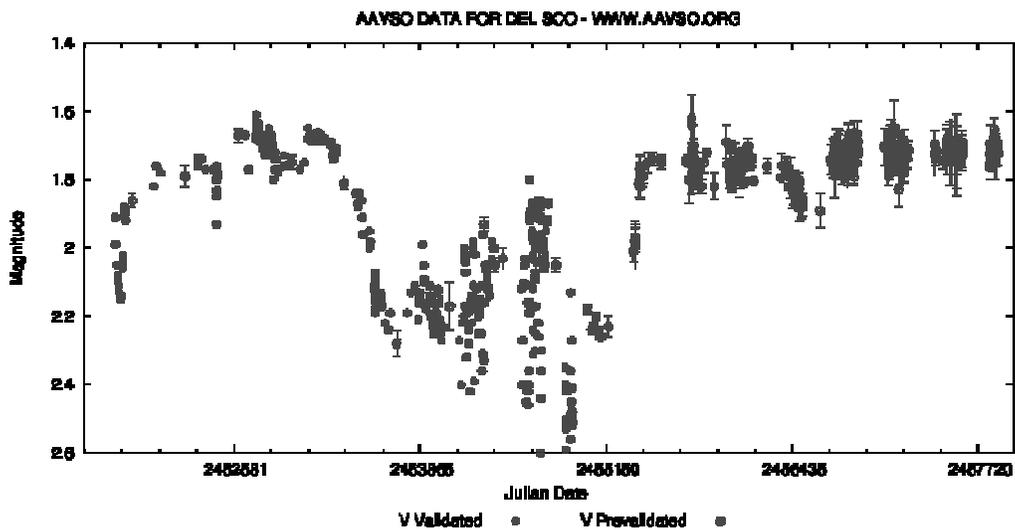


Figura 10.4 – Curva de luz de Delta Scorpii desde 1 de janeiro de 2000 (DJ 2451544) até 2 de julho de 2017 (DJ 2457968). (Curva de luz (V) obtida pelo autor a partir do banco de dados da AAVSO.)

Para o monitoramento visual de Delta Scorpii, sugere-se uma estimativa de magnitude a cada quinze dias, ou ao menos uma vez por mês, sempre que as condições climáticas permitirem. Usa-se o método de Pickering; como estrelas de comparação (escolhidas de acordo com a fase de brilho em que Delta Scorpii se encontrar na data da estimativa), podem ser usadas duas quaisquer entre aquelas cujas magnitudes estão indicadas no Mapa 8 do Apêndice A. Após feita sua estimativa, o observador poderá compará-la com aquelas feitas por variabilistas mais experientes no website da AAVSO. Os procedimentos são os mesmos já descritos no item 10.5.

O monitoramento de Delta Scorpíi pode ser feito em datas à escolha do observador, preferivelmente durante os meses de abril até novembro de cada ano, em que a estrela está acessível em horários convenientes, nas primeiras horas da noite.

10.7 Construindo sua primeira curva de luz

Estrelas como Betelgeuse, Delta Scorpíi ou as Miras (variáveis de longo período) em geral são as mais adequadas para que os principiantes ganhem perícia nas estimativas: suas variações de brilho são lentas e (ao menos no caso das Miras) a amplitude de variação é grande, o que reduz o erro relativo nas estimativas, que é perfeitamente normal nos iniciantes. No entanto, elas têm também uma desvantagem: uma curva de luz razoável dessas estrelas leva muito tempo para ser construída (algo como um ano ou até mais). E é muito compreensível que o observador não queira esperar tanto tempo para ver o produto final de suas observações (uma curva de luz completa). Por isso, sugerimos ao leitor que, paralelamente ao monitoramento daquelas estrelas, ele tente também construir a curva de luz de uma variável cujo período seja da ordem de poucos dias. Idealmente, essa variável deveria ser também brilhante e fácil de localizar. Algumas binárias eclipsantes preenchem muito bem esses requisitos: escolheremos a seguir uma para os meses de verão e outra para os de inverno.

10.7.1 No céu de verão:

Uma boa opção é Algol, a “estrela do demônio” dos povos árabes antigos. A título de curiosidade, Algol é a estrela Beta da constelação de Perseu, o mítico herói grego que, entre outras façanhas, decapitou a monstruosa górgona Medusa, cujo olhar transformava em pedra qualquer incauto que ousasse fitá-la. Nas representações históricas da constelação, como os atlas celestes de Bayer (1603) ou Hevelius (1690), Algol corresponde exatamente ao olho maligno da Medusa.

Como vimos no Capítulo 9 (item 9.2), embora as mudanças de brilho de Algol tenham sido notadas no Ocidente¹¹² por Geminiano Montanari em torno de 1667, foi o jovem astrônomo amador inglês John Goodricke o primeiro a observar sistematicamente a estrela, nos anos de 1782 e 1783, percebendo que as variações eram periódicas, estimando seu ciclo e deduzindo a causa das variações de brilho: “...ou pela interposição de um grande corpo girando em torno de Algol, ou por algum tipo de movimento próprio, através do qual uma parte do seu corpo, coberto por manchas, se volta periodicamente para a Terra” (GOODRICKE, 1783, tradução nossa). Um ano depois, ele refinaria sua medida do período de Algol, estabelecendo-o como precisamente 2 dias, 20 horas, 49 minutos e 3 segundos (GOODRICKE, 1784) – apenas

¹¹² É possível que a variabilidade de Algol já tivesse sido notada séculos antes, pelo menos pelos povos árabes, mas não há ainda evidências confirmadas dessa hipótese. Recentemente, astrônomos finlandeses propuseram que Algol já seria conhecida no Egito antigo, por volta de 1200 a.C., e que certos calendários egípcios indicariam o seu período (JETSU et al., 2013); porém, não existe ainda consenso sobre essa possibilidade.

poucos segundos de diferença em relação ao valor considerado nos dias de hoje, segundo o VSX. Um feito notável, ainda mais levando-se em conta que Goodricke ainda não havia completado vinte anos, era surdo e sua saúde era muito frágil. Ele morreria em 1786, aos vinte e um anos, apenas quatorze dias após ser eleito membro da Royal Society (FRENCH, 2012).

Algol é o paradigma das estrelas binárias eclipsantes do tipo EA, além de ser a mais brilhante e a mais famosa entre todas. Trata-se de um sistema binário¹¹³ a cerca de 93 anos-luz de distância, composto por uma estrela azulada quente e luminosa do tipo espectral B8 (a mais brilhante do par) e por uma estrela subgigante mais fria e apagada do tipo K2. Os eclipses primários (cuja queda de brilho é perceptível a olho nu) ocorrem a cada 2,867 dias, quando a estrela mais apagada passa em frente à mais brilhante. O eclipse secundário corresponde à situação inversa, porém este é bem menos profundo e só pode ser percebido fotoeletricamente. Os eclipses são parciais. A separação real do par é de apenas 6% da distância do Sol à Terra, o que implica que haja alguma transferência de matéria (embora não muito intensa) da estrela K2 para a B8. A situação pode ser visualizada esquematicamente na Figura 10.5.

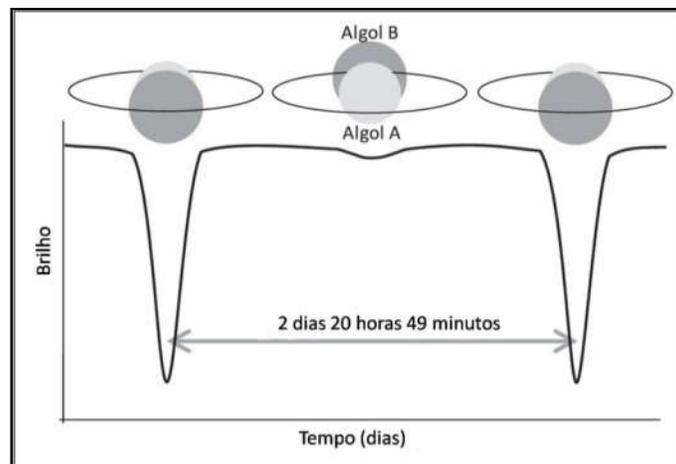


Figura 10.5 – Algol (Beta Persei). A curva de luz é vista abaixo da representação geométrica esquematizada do sistema. (Crédito: Adirondack Public Observatory.)

Para observadores situados nos estados do Sul e Sudeste brasileiros, Algol apresenta uma pequena dificuldade: sua declinação ($+41^\circ$) é bastante boreal, o que significa que ela estará relativamente baixa sobre o horizonte (na latitude de São Paulo, por exemplo, sua altura atinge 25° na passagem meridiana), e que estará acessível durante poucos meses do ano nos horários geralmente mais convenientes ao observador (as primeiras horas da noite). Neste caso, a melhor época vai do início de dezembro ao início de fevereiro. Nenhum desses obstáculos é incontornável: nada que um pouco de

¹¹³ A rigor, Algol é um sistema triplo: a terceira componente, no entanto, está muito afastada do par principal (2,7 UA) e não interfere assim nos eclipses.

planejamento prévio não resolva, o que será compensado pela oportunidade de presenciar, a olho nu, uma espetacular queda de brilho de mais de uma magnitude em algumas horas. Vamos planejar então?

Algol pode ser localizada nas coordenadas: ascensão reta 03h09m e declinação +41°. Use o seu software astronômico (Stellarium, Cartes du Ciel etc.) e/ou o Mapa 9 do Apêndice A para encontrar a posição dessa estrela no céu. Em seguida, tendo em mente a sua própria disponibilidade de tempo (você poderá querer acompanhar o eclipse completo, o que demandará mais de nove horas), pesquise quais as datas em que os próximos eclipses primários acontecerão. Você poderá obter essa informação em: <<https://www.aavso.org/vsx/index.php?view=detail.top&oid=26202>>. Depois de acessar essa página, clique no link “Ephemeris” e uma nova janela se abrirá mostrando uma tabela com as datas dos próximos eclipses (não esqueça que os horários indicados estão em Tempo Universal). Escolha, de preferência, uma data em que a estrela esteja próxima à passagem meridiana no instante previsto para o meio do eclipse, ou “Mid-eclipse” (confirme isso no seu software). Verifique também nessa tabela quais são os horários de início (Start) e do fim (End) de cada eclipse para essa data que você escolheu: assim você saberá o horário em que deverá começar sua observação, bem como a hora de seu término (caso deseje acompanhar o eclipse completo).

Meia hora antes do horário previsto para o início do eclipse, e usando o método de Pickering, faça a primeira estimativa da magnitude de Algol. A partir daí, faça uma nova estimativa a cada 30 minutos até o fim da sua observação. Use para tanto o mapa 10 do Apêndice A (carta AAVSO) e as estrelas de comparação indicadas, selecionando sempre, para cada estimativa, uma estrela que esteja mais brilhante e outra mais apagada que Algol no momento da estimativa. A magnitude de Algol nos eclipses primários varia de 2,1 (na situação não-eclipsada) até 3,4 (no meio do eclipse). Todo o eclipse pode assim ser observado mesmo a olho nu (desde, obviamente, que você não esteja em um local com poluição luminosa muito alta).

Anote em seu caderno, para cada estimativa: o nome da estrela observada (neste caso, Algol, ou Beta Persei); a data e hora da estimativa (é recomendável sempre anotar a hora expressando-a em Tempo Universal); e a magnitude estimada, com precisão de uma decimal. Opcionalmente, você poderá anotar também as estrelas de comparação que usou em cada estimativa, o número da carta AAVSO que você tiver usado e qualquer comentário que você ache relevante. Acostume-se a usar rotineiramente esse procedimento de registro das estimativas: é um padrão que você deverá seguir sempre que observar qualquer estrela variável. Se você decidir futuramente remeter suas observações (via internet ou não) para a AAVSO ou qualquer outra associação internacional, terá de fornecer essas informações. No Apêndice B deste capítulo fornecemos um modelo simples de ficha para registrar seus dados.

No dia seguinte, já descansado, monte sua curva de luz em um gráfico feito em papel milimetrado ou em qualquer software tipo planilha (Excel, LibreOffice ou similar). Você pode indicar os horários em datas-calendário ou em datas julianas (neste caso, pode fazer a conversão na forma indicada no item 9.4, Capítulo 9). Parabéns! Você acaba de construir sua primeira curva de luz! Ela deve ter aspecto semelhante ao da Figura 10.6.

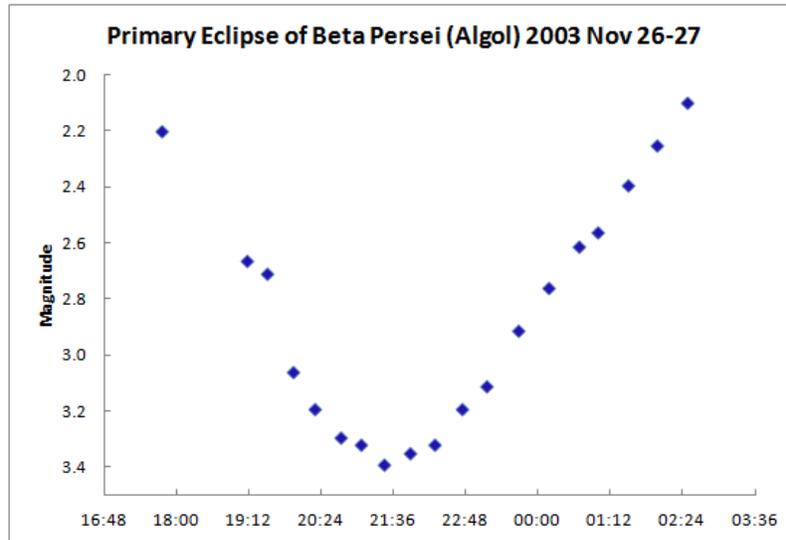


Figura 10.6 – Eclipse primário de Algol (Beta Persei), observado na noite de 26 para 27 de novembro de 2003 por membros da associação inglesa SPA (Society for Popular Astronomy).
(Crédito: SPA.)

Finalmente, você poderá também anotar o instante exato do mínimo primário através da sua curva de luz. Assim, se desejar determinar o período de Algol, como fez John Goodricke em 1783, bastará repetir a sua observação no eclipse seguinte: a simples diferença entre os instantes dos dois mínimos lhe dará o período. Boa sorte!

10.7.2 No céu de inverno:

Recomendamos a observação a olho nu da variável Beta Lyrae (também chamada Sheliak), uma binária eclipsante que é o paradigma do seu tipo (EB). A observação pode ser feita também com binóculos, caso o seu céu não seja suficientemente escuro. Beta Lyrae é muito fácil de ser localizada, por estar bem perto de Vega (α Lyrae), uma das mais brilhantes estrelas do céu de inverno.

A variabilidade de Beta Lyrae foi descoberta no outono de 1784 por nosso já conhecido John Goodricke, que estabeleceu seu período como 12 dias e 19 horas, apresentando seus resultados à Royal Society em 1785. No artigo publicado em seguida, Goodricke prometia refinar mais ainda esse valor: “...eu tenho a intenção de continuar a seguir este assunto, e quando tiver um número suficiente de observações, será fácil determinar o período com maior exatidão...” (GOODRICKE; ENGLEFIELD, 1785, tradução nossa). Como já sabemos, no entanto, seu tempo de vida não seria suficiente

para completar esse objetivo. Felizmente, os trabalhos de Goodricke tiveram continuidade nas mãos de seu amigo e parceiro Edward Pigott (1753-1825), que formou, com Goodricke, a mais notável dupla de observadores de estrelas variáveis do século XVIII (HOSKIN, 1979).

Situado a 960 anos-luz de distância, o sistema de Beta Lyrae é constituído por duas estrelas quentes e azuis: uma delas é uma gigante do tipo espectral B7, com temperatura efetiva de 13.300 K, raio 15 vezes o solar e massa 3 vezes a do Sol. A outra, do tipo B0, é ainda mais quente (temperatura de 30.000 K), e possui raio 6 vezes o solar e massa 13 vezes a do Sol. Ao contrário de Algol, no entanto (que apresenta pequena separação real entre as duas componentes), no caso de Beta Lyrae as estrelas estão praticamente em contato entre si. Isso distorce o seu formato, tornando as duas componentes elipsoidais, e gera uma forte transferência de massa da primeira estrela para a segunda: da ordem de 10^{-5} massas solares por ano (um bilhão de vezes mais intensa do que em Algol). Essa troca de massa (basicamente hidrogênio) causa um atraso no período de cerca de 19 segundos por ano, cria um disco de acreção que envolve completamente a estrela mais quente e afeta diretamente a trajetória evolutiva das duas estrelas (MENNICKENT; DJURASEVIC, 2013).

Beta Lyrae pode ser localizada nas coordenadas: ascensão reta 18h50m e declinação +33°22'. Use o seu software astronômico (Stellarium, Cartes du Ciel etc.) e/ou o Mapa 11 do Apêndice A para encontrar a posição dessa estrela no céu. O período atual de Beta Lyrae é de 12 dias, 22 horas e 35 minutos (VSX); mas, ao contrário de Algol, sua variação de brilho é contínua, e portanto a determinação precisa do início e do fim de cada eclipse é muito difícil de ser realizada. Como referência, no entanto, considera-se o momento do mínimo primário (ou seja, o mínimo mais profundo) como o início de um novo ciclo; dessa forma, sugerimos que você planeje o início de sua observação justamente para essa fase. Nesse caso, a previsão para os próximos mínimos primários está disponível em: <<https://www.aavso.org/vsx/index.php?view=detail.top&oid=18631>>. Acesse esse link e clique no link "Ephemeris"; uma nova janela se abrirá mostrando uma tabela com as próximas datas dos mínimos primários (não esqueça que os horários indicados estão em Tempo Universal). Escolha a data do início de suas observações de acordo com sua própria conveniência (lembrando ainda que, para observar qualquer objeto celeste, o instante melhor é sempre quando ele está próximo da passagem meridiana).

A magnitude de Beta Lyrae varia continuamente entre 3,30 e 4,35; então, nesse caso, uma estimativa por noite durante pelo menos treze dias será suficiente para cobrir todo o ciclo da estrela. Use o Mapa 12 do Apêndice A e as estrelas de comparação indicadas para fazer as suas estimativas, selecionando sempre, em cada noite, uma estrela que aparente estar mais brilhante e outra mais apagada que Beta Lyrae.

Não esqueça de anotar regularmente suas estimativas no seu caderno de observações, segundo o mesmo padrão já descrito no item 10.7.1 para Algol. Terminado o período de treze dias (ou mais, se desejar) de observações, construa a sua curva de luz também da maneira lá indicada. O aspecto da curva deve ser parecido com aquele mostrado na Figura 10.7 de forma esquemática¹¹⁴.

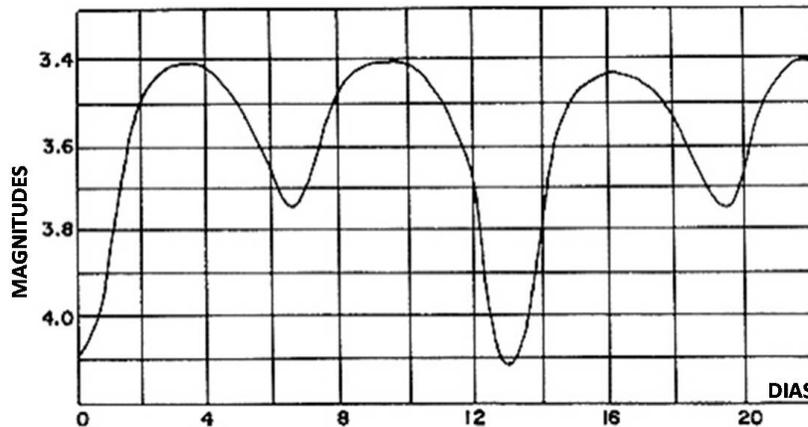


Figura 10.7 – Curva de luz esquematizada de Beta Lyrae. (Crédito: AAVSO.)

10.8 Planejando o seu futuro programa de observações

Se o leitor realizou todas as etapas precedentes, adquiriu alguns meses de experiência na estimativa visual de magnitudes e conseguiu construir as suas primeiras curvas de luz, provavelmente terá ficado atraído por essa fascinante área das estrelas variáveis – e, se for assim, desejará continuar a observar! Nesse caso, recomendamos três etapas:

- Na primeira, sugerimos baixar os tutoriais *10-star training tutorials* da AAVSO (aos quais já nos referimos no item 10.5) e escolher algumas das estrelas de cada tutorial (preferencialmente, todas as que puderem ser observadas da latitude do observador), praticando as estimativas de suas magnitudes sempre que possível, por ao menos seis meses. Os tutoriais estão disponíveis em: <<https://www.aavso.org/10-star-training>>.
- Em uma etapa seguinte, recomendamos selecionar pelo menos algumas estrelas da “Sugestão de um programa de observação para iniciantes”, que pode ser encontrada no Apêndice C deste capítulo. Esse programa, desenvolvido pelo autor para uso em cursos de técnicas de observação, tem sido usado como treinamento sobre estrelas variáveis há mais de dez anos; ele contém 24 estrelas, parte das quais (principalmente as do Hemisfério Sul Celeste), ainda necessita um volume maior de estimativas para refinar seu período e amplitude de variação. Os valores constantes desse programa estão atualizados para agosto de 2017 pelo banco de dados VSX, da AAVSO. A tabela

¹¹⁴ Para estrelas de ciclo regular, como a própria Beta Lyrae ou as Cefeidas em geral, é frequente indicar, no eixo das abscissas da curva de luz, a *fase do ciclo*, em vez da data-calendário ou da data juliana. Isso permite condensar vários ciclos de observação em um só. No próximo capítulo veremos como fazer essa conversão.

lista, além do nome, amplitude, período, tipo e coordenadas de cada variável, os instrumentos que podem ser usados para observá-las. Ao atingir esse estágio, muito provavelmente o leitor já terá adquirido prática suficiente para ingressar no quadro de observadores da AAVSO, e estará remetendo suas estimativas e trocando experiências com os veteranos da área de estrelas variáveis.

- A partir daí, um bom caminho será escolher um programa especializado no(s) tipo(s) de variáveis com os quais o leitor tiver mais afinidade: binárias eclipsantes, cataclísmicas, Miras e assim por diante. A AAVSO disponibiliza uma série desses projetos mais avançados em: <<https://www.aavso.org/observers#sections>>.

Boa sorte... e bem-vindo ao maravilhoso mundo das estrelas variáveis!

10.9 Atividades sugeridas (para professores)

O capítulo atual é o coração de todo o programa, sendo integralmente dedicado a atividades práticas (observacionais), que devem ser realizadas somente após o aprendizado, visto nos capítulos anteriores, da fundamentação teórica sobre os fenômenos físicos envolvidos e a familiarização básica com o céu noturno (que é afinal o “laboratório” no qual os experimentos observacionais em Astronomia são desenvolvidos). Por essa razão, será indispensável programar no mínimo uma sessão de observação em conjunto com os alunos, uma vez cumpridos todos os capítulos precedentes. Essa sessão deve ser efetuada à noite, no céu real, e ter duração de ao menos três horas. Essa é a atividade imprescindível recomendada ao professor para este capítulo.

O motivo para a indicação, em cada prática, de duas faixas de datas (correspondentes aos meses de verão e de inverno, sempre nas primeiras horas da noite), é justamente deixar à livre escolha do professor a data mais conveniente para a realização da sessão observacional. Para um melhor aproveitamento dessa sessão, é essencial que os alunos tenham previamente feito as atividades propostas nos Capítulos 3 e 4 e que estejam familiarizados com os conceitos expostos no Capítulo 9.

Referências bibliográficas para o Capítulo 10

AAVSO (American Association of Variable Stars Observers). Website. Disponível em: <<https://www.aavso.org/>>. Acesso em: 26 de julho de 2017.

ANGLADA-ESCUDE, G.; AMADO, P.J.; BARNES, J. et al. A terrestrial planet candidate in a temperate orbit around Proxima Centauri. arXiv:1609.03449, 2016. Disponível em: <<https://arxiv.org/pdf/1609.03449.pdf>>. Acesso em: 22 de julho de 2017.

ARGELANDER, F.W. Aufforderung an Freunde der Astronomie. In: SCHUMACHER, H.C. (ed.), *Jahrbuch für 1844*. Stuttgart & Tübingen: J.G. Cotta Buchhandlung, p. 122-254, 1844. Parte da obra foi traduzida para o inglês por Annie J. Cannon como: The variable stars. *Popular Astronomy*, v. 20, p. 148-56, 1912. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1912PA.....20...91A>>. Acesso em: 27 de julho de 2017.

CARCIOFI, A.C. et al. Properties of the δ Scorpii circumstellar disk from continuum modeling. *The Astrophysical Journal*, v. 652, issue 2, p. 1617-25, 2006. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2006ApJ...652.1617C>>. Acesso em: 3 de agosto de 2017.

DEMPSEY, F. Betelgeuse period analysis using VSTAR. *The Journal of the American Association of Variable Star Observers (JAAVSO)*, v. 43, n. 1, p. 105, 2015. Disponível em: <<https://www.aavso.org/apps/jaavso/article/3076/>>. Acesso em: 25 de julho de 2017.

DOLAN, M.M. et al. Evolutionary tracks for Betelgeuse. arXiv:1406.3143v2 [astro-ph.SR], 7 January 2016. Disponível em: <<https://arxiv.org/abs/1406.3143v2>>. Acesso em: 25 de julho de 2017.

DUPREE, A.W. et al. Periodic photospheric and chromospheric modulation in Alpha Orionis (Betelgeuse). *Astrophysical Journal*, Part 2 – Letters to the Editor, v. 317, p. L85-L89, 1987. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1987ApJ...317L..85D>>. Acesso em: 25 de julho de 2017.

FRENCH, L.M. John Goodricke, Edward Piggott, and their study of variable stars. *Journal of the American Association of Variable Star Observers (JAAVSO)*, v. 40, p. 120-32, 2012. Disponível em: <<https://www.aavso.org/apps/jaavso/article/2742/>>. Acesso em: 3 de agosto de 2017.

GARCÍA, J.R. Cartas de estrellas variables. Website Instituto Copernico, 2013. Disponível em: <<http://institutocopernico.org/vs/vscharts.php>>. Acesso em: 30 de julho de 2017.

GOODRICKE, J. A series of observations on, and a discovery of, the period of the variation of the light of the bright star in the head of Medusa, called Algol. *Philosophical Transactions of the Royal Society of London*, 73, p. 474-82, 1783. Disponível em: <<http://rstl.royalsocietypublishing.org/>>. Acesso em: 3 de agosto de 2017.

GOODRICKE, J. On the periods of the changes of light in the star Algol. *Philosophical Transactions of the Royal Society of London*, 74, p. 287-92, 1784. Disponível em: <<http://rstl.royalsocietypublishing.org/>>. Acesso em: 3 de agosto de 2017.

GOODRICKE, J.; ENGLEFIELD, H.C. Observations of a new variable star. *Philosophical Transactions of the Royal Society of London*, 75, p. 153-64, 1785. Disponível em: <<http://rstl.royalsocietypublishing.org/>>. Acesso em: 4 de agosto de 2017.

HARPER, G.M.; BROWN, A.; GUINAN, E. A new VLA-Hipparcos distance to Betelgeuse and its implications. *The Astronomical Journal*, v. 135, issue 4, p. 1430-40, 2008. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2008AJ....135.1430H>>. Acesso em: 26 de julho de 2017.

HERSCHEL, J.F.W. *Outlines of Astronomy*. Londres: Longmans, Green and Co., 10th ed., p. 601-2, 1883.

HOCKEY, T.; TRIMBLE, V. Public reaction to a $V = -12.5$ supernova. *The Observatory*, v. 130, n. 3, p. 167-172, 2010. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2010Obs...130..167H>>. Acesso em: 9 de julho de 2017.

HOSKIN, M. Goodricke, Pigott and the quest for variable stars. Cambridge University, *Journal for the History of Astronomy*, v. 10, p. 23-41, 1979. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1979JHA....10...23H>>. Acesso em: 4 de agosto de 2017.

JETSU, L. et al. Did the ancient Egyptians record the period of the eclipsing binary Algol – the raging one? *The Astrophysical Journal*, 773:1, p. 1-14, 2013. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2013ApJ...773....1J>>. Acesso em: 3 de agosto de 2017.

KUDRITZKI, R.P.; REIMERS, D. On the absolute scale of mass-loss in red giants. II. Circumstellar absorption lines in the spectrum of alpha Sco B and mass-loss of alpha Sco A. *Astronomy and Astrophysics*, v. 70, p. 227-39, 1978. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1978A%26A....70..227K>>. Acesso em: 29 de julho de 2017.

MENNICKENT, R.E.; DJURASEVIC, G. On the accretion disc and evolutionary stage of β Lyrae. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 432, issue 1, p. 799-809, 2013. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2013MNRAS.432..799M>>. Acesso em: 5 de agosto de 2017.

MIROSHNICHENKO, A.S. et al. The 2011 periastron passage of the Be binary δ Scorpii. *The Astrophysical Journal*, v. 766, issue 2, article id. 119, p. 10, 2013. Disponível em:

<<http://adsabs.harvard.edu/abs/2013ApJ...766..119M>>. Acesso em: 8 de julho de 2017.

OTERO, S.; FRASER, B.; LLOYD, C. The optical behaviour of delta Scorpii. *Information Bulletin on Variable Stars*, n. 5026, #1, 2001. Disponível em: <<http://www.konkoly.hu/cgi-bin/IBVS?5026>>. Acesso em: 7 de julho de 2017.

PUGH, T.; GRAY, D.F. On the six-year period in the radial velocity of Antares A. *The Astronomical Journal*, v. 145, issue 2, article id. 38, p. 4, 2013. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2013AJ....145...38P>>. Acesso em: 18 de julho de 2017.

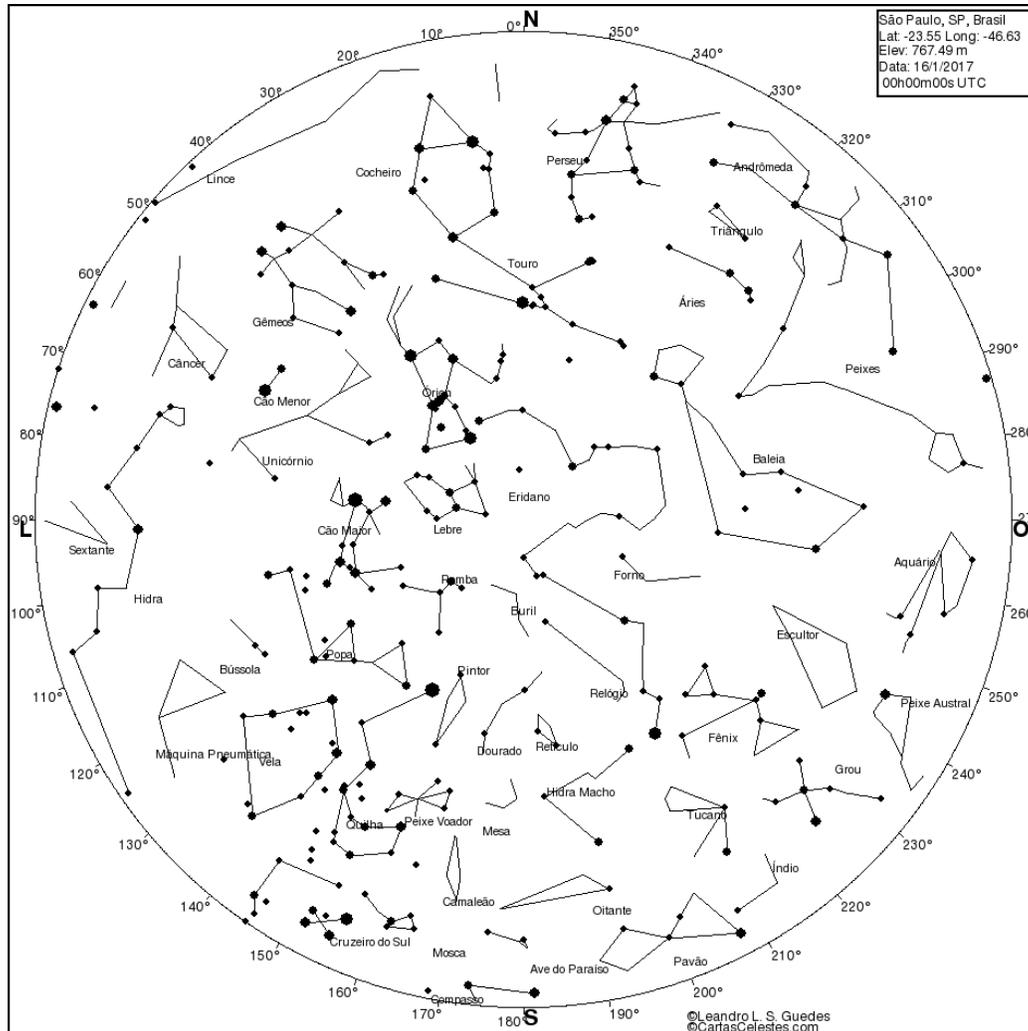
SAMUS, N.N. et al. General Catalogue of Variable Stars (GCVS). Institute of Astronomy of Russian Academy of Sciences and Sternberg State Astronomical Institute of the Moscow State University. Catálogo na versão digital, 2016. Disponível em: <<http://www.sai.msu.su/gcvs/cgi-bin/search.htm>>. Acesso em: 24 de julho de 2017.

TURBET et al. The habitability of Proxima Centauri b. II. Possible climates and observability. arXiv:1608.06827v2 [astro-ph.EP], 28 Sep 2016. Disponível em: <<https://arxiv.org/abs/1608.06827v2>>. Acesso em: 17 de julho de 2017.

%%%%%%%%%

APÊNDICE A, CAPÍTULO 10

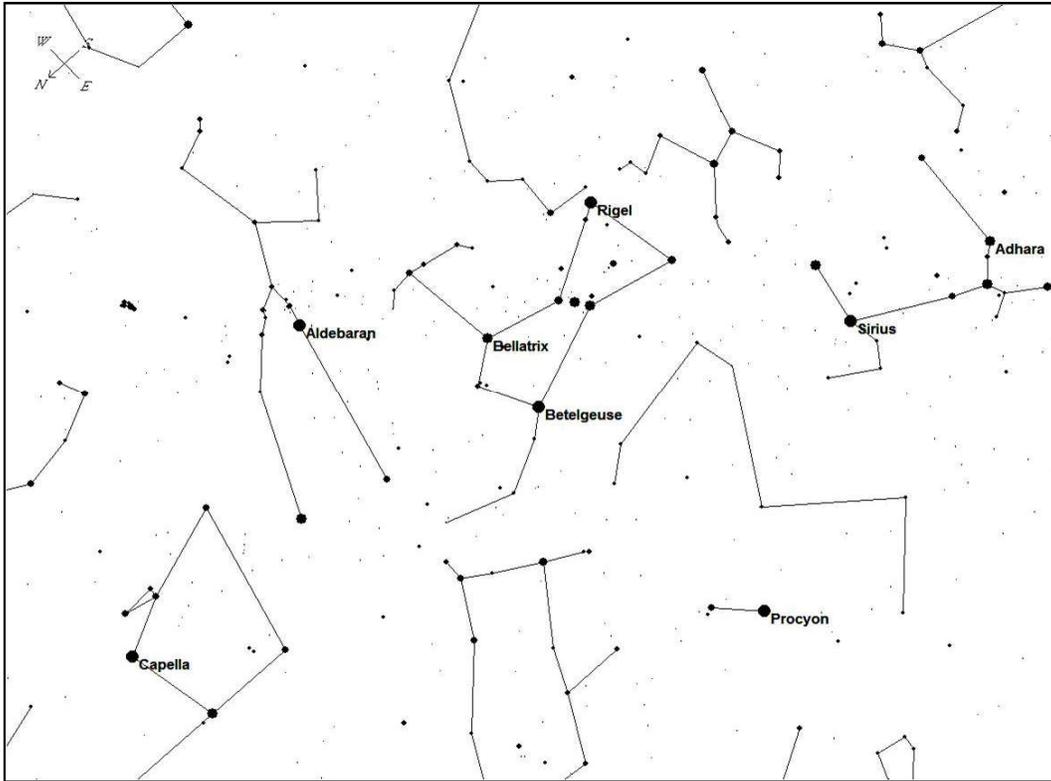
MAPAS CELESTES PARA AS OBSERVAÇÕES



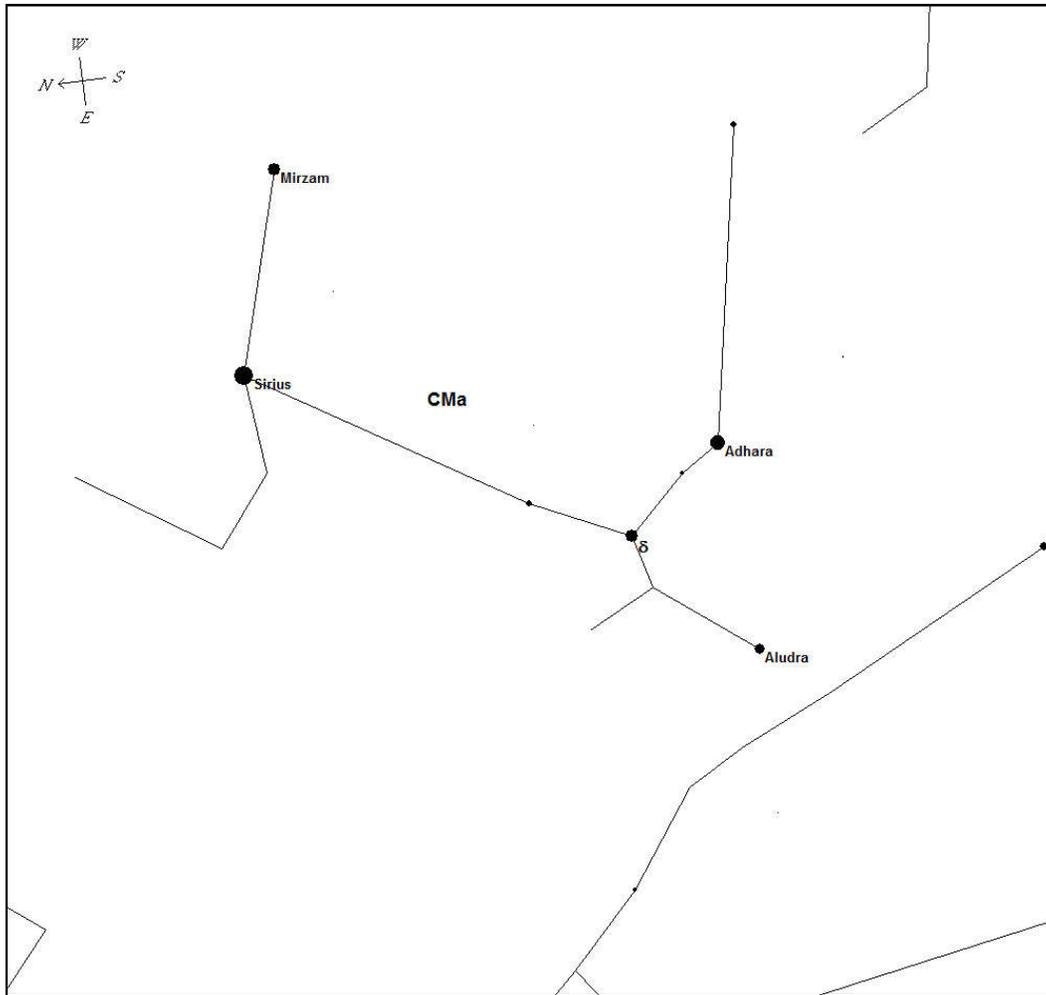
Mapa 1: Aspecto do céu na latitude de São Paulo no dia 15 de janeiro às 22:00 no HBV, ou Horário Brasileiro de Verão (corresponde a 00:00 UTC do dia 16 de janeiro).

Este mapa pode ser usado como base para realizar a Prática 1, sendo válido também para todas as datas e horários indicados na Tabela 10.1, desde que o leitor esteja em São Paulo ou imediações. (Mapa preparado pelo autor através do website “Cartas Celestes” (©Leandro L.S. Guedes), disponível em: <<http://cartascelestes.com/>>.)

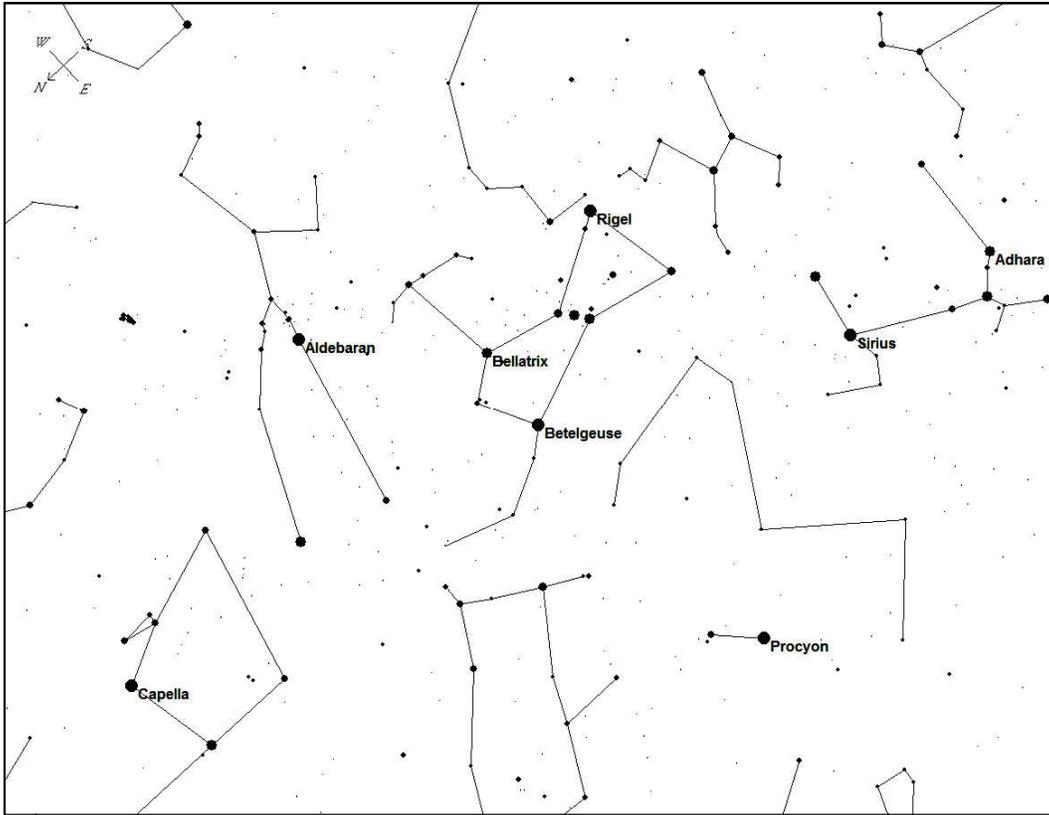
Configurações deste mapa: Magnitude-limite 4,0. Corpos do Sistema Solar (Lua, planetas, Sol), riantes de chuvas de meteoros e objetos de fundo do céu desabilitados. Os azimutes estão indicados sobre a linha do horizonte no mapa.



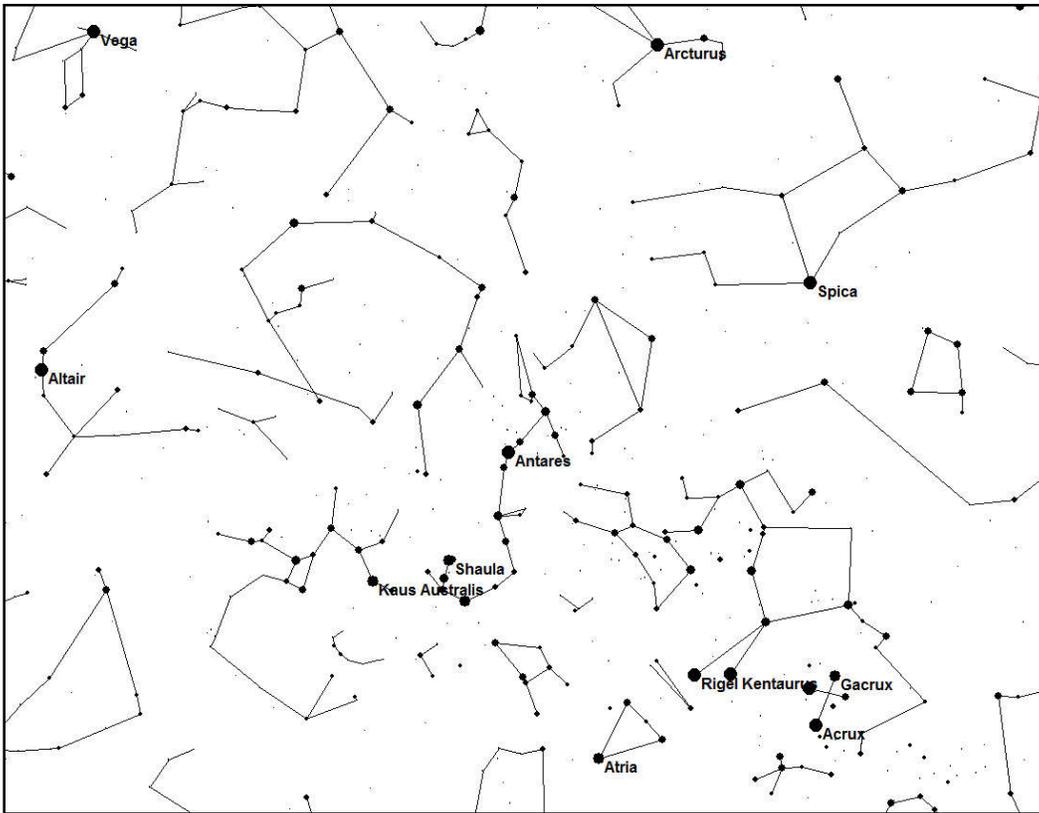
Mapa 2: Carta auxiliar para a realização da Prática 1. Este mapa serve apenas para facilitar a identificação correta das estrelas cujos nomes constam dos textos dos passos dessa prática. (Mapa preparado pelo autor.)



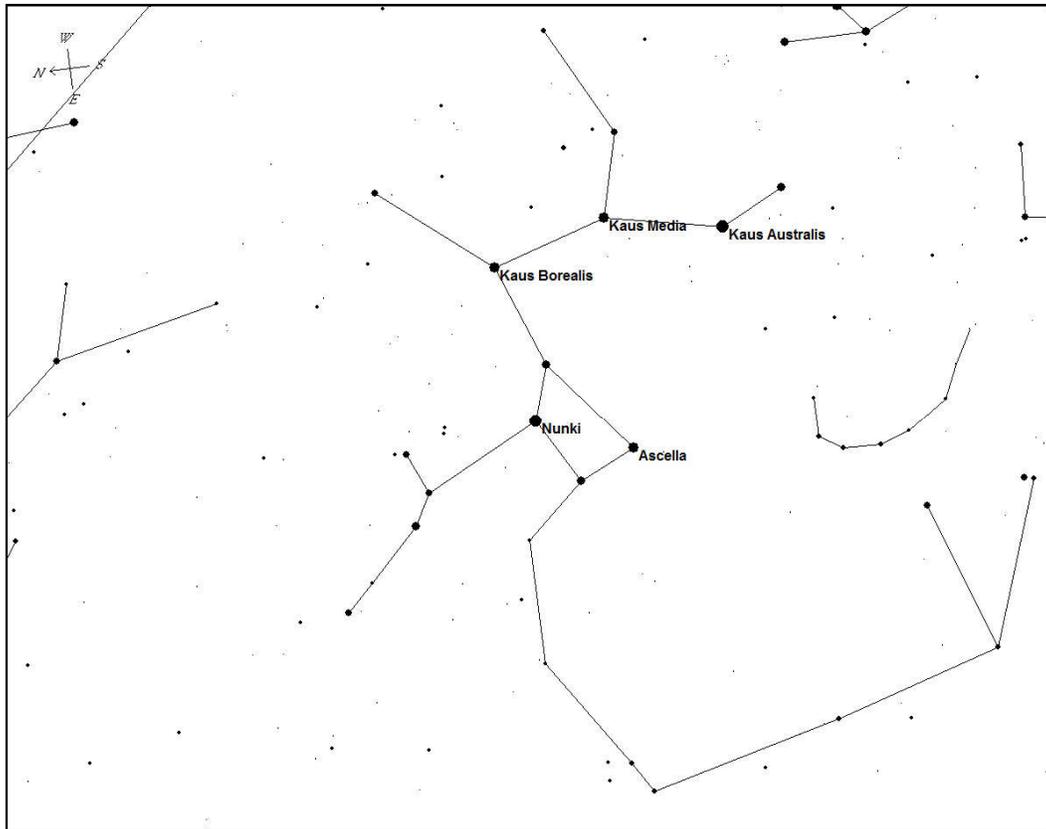
Mapa 3: Constelação do Cão Maior, com a identificação dos nomes das estrelas citadas na Prática 1. Para as estimativas solicitadas no item 10.6.1, as magnitudes das estrelas de comparação são: 1,5 para Adhara e 2,5 para Aludra. (Mapa preparado pelo autor.)



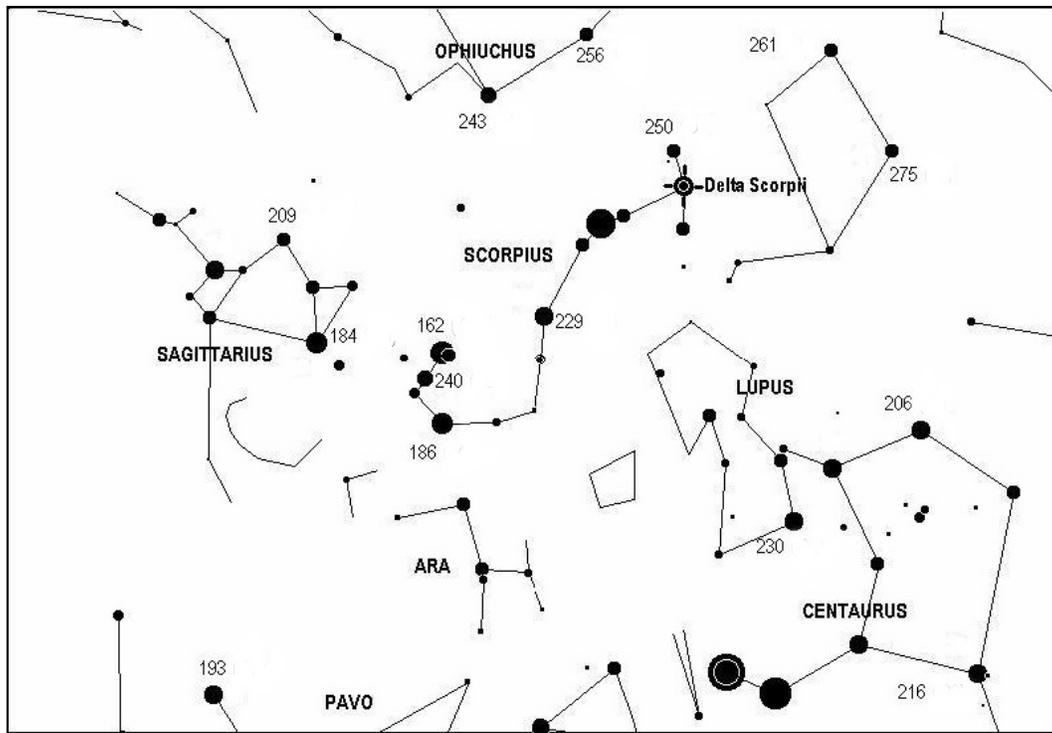
Mapa 4 : Carta para o monitoramento da estrela variável Betelgeuse (item 10.5.2). As estrelas de comparação são: Rigel (magnitude 0,1); Capella (mag 0,1); Procyon (mag 0,4); Aldebaran (mag 0,9) e Bellatrix (mag 1,6). (Mapa preparado pelo autor.)



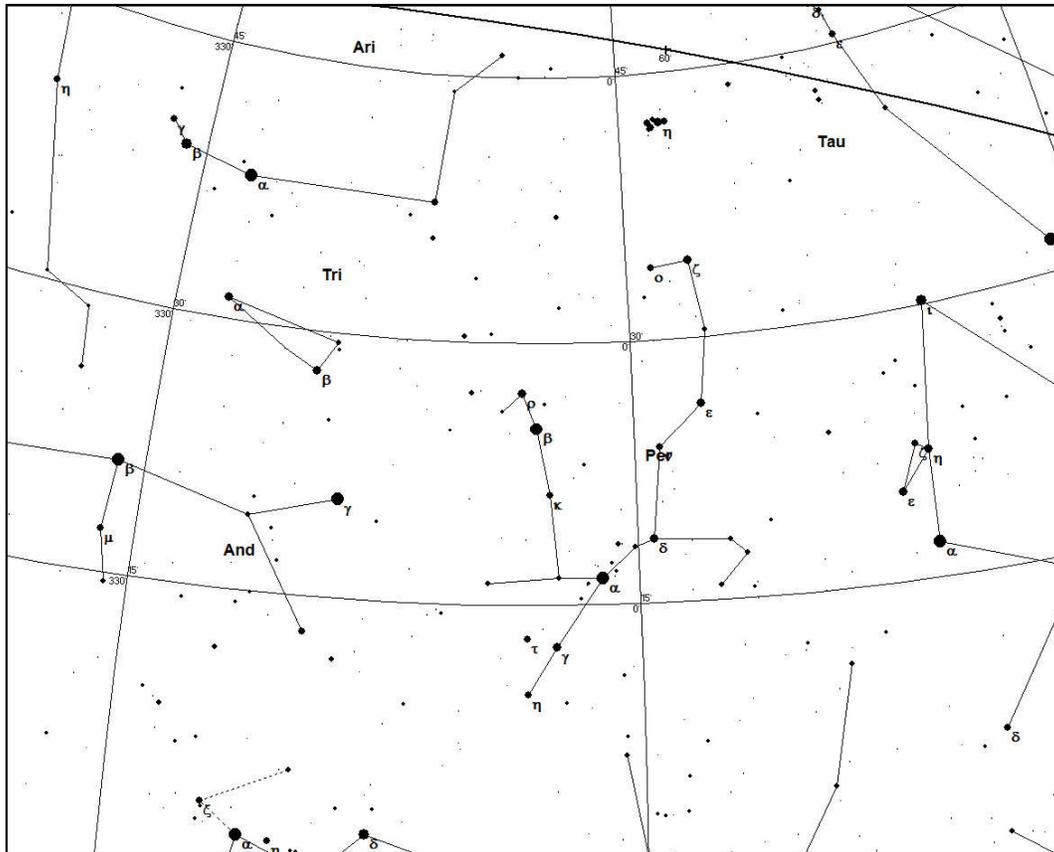
Mapa 6: Carta auxiliar para a realização da Prática 2. Este mapa serve apenas para facilitar a identificação correta das estrelas cujos nomes constam dos textos dos passos 1 a 6 dessa prática. (Mapa preparado pelo autor.)



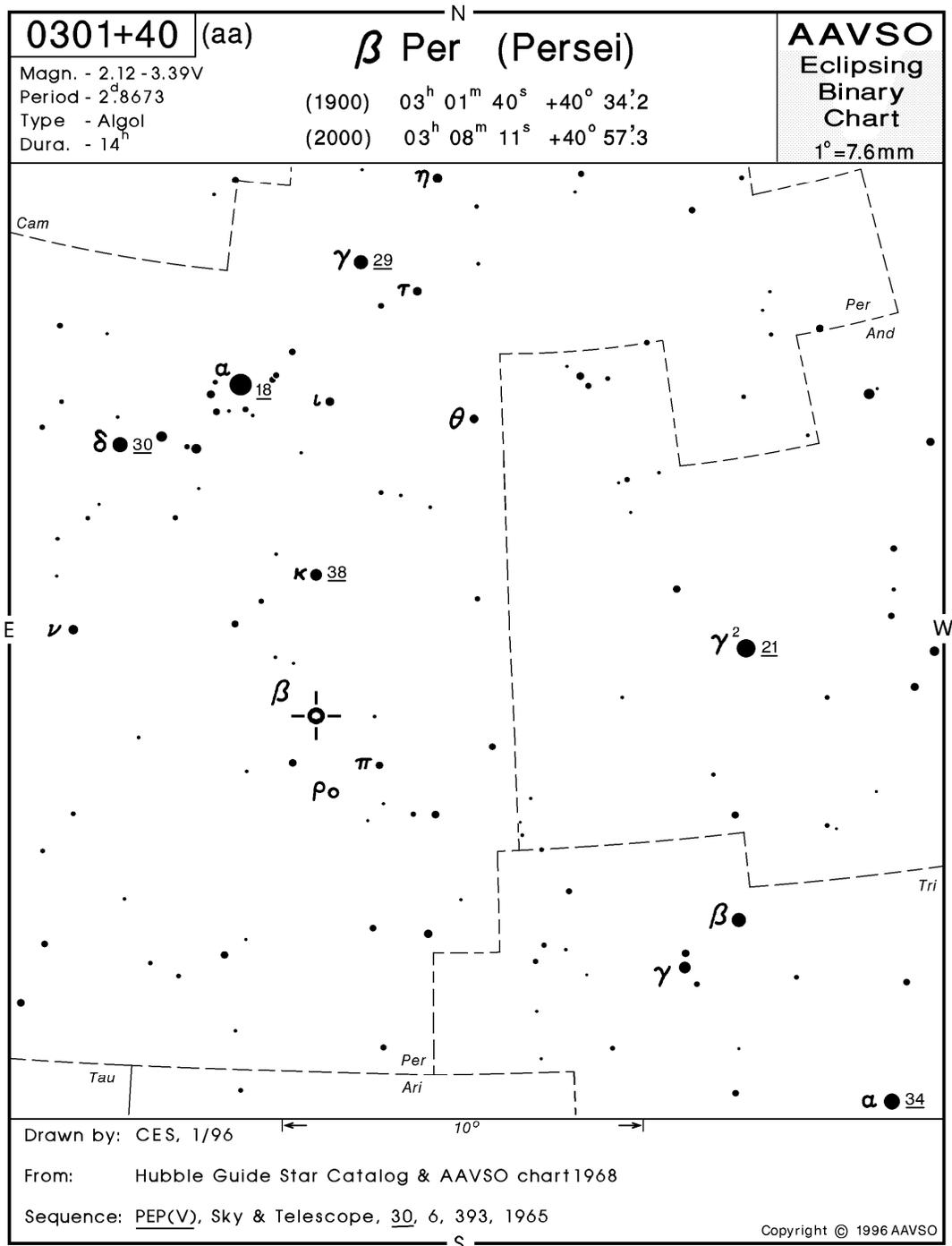
Mapa 7: Constelação do Sagitário, com a identificação dos nomes das estrelas citadas no Passo 7 da Prática 2. Para realizar as estimativas solicitadas no item 10.6.1, as magnitudes das estrelas de comparação são: 1,8 para Kaus Australis e 2,8 para Kaus Borealis. (Mapa preparado pelo autor.)



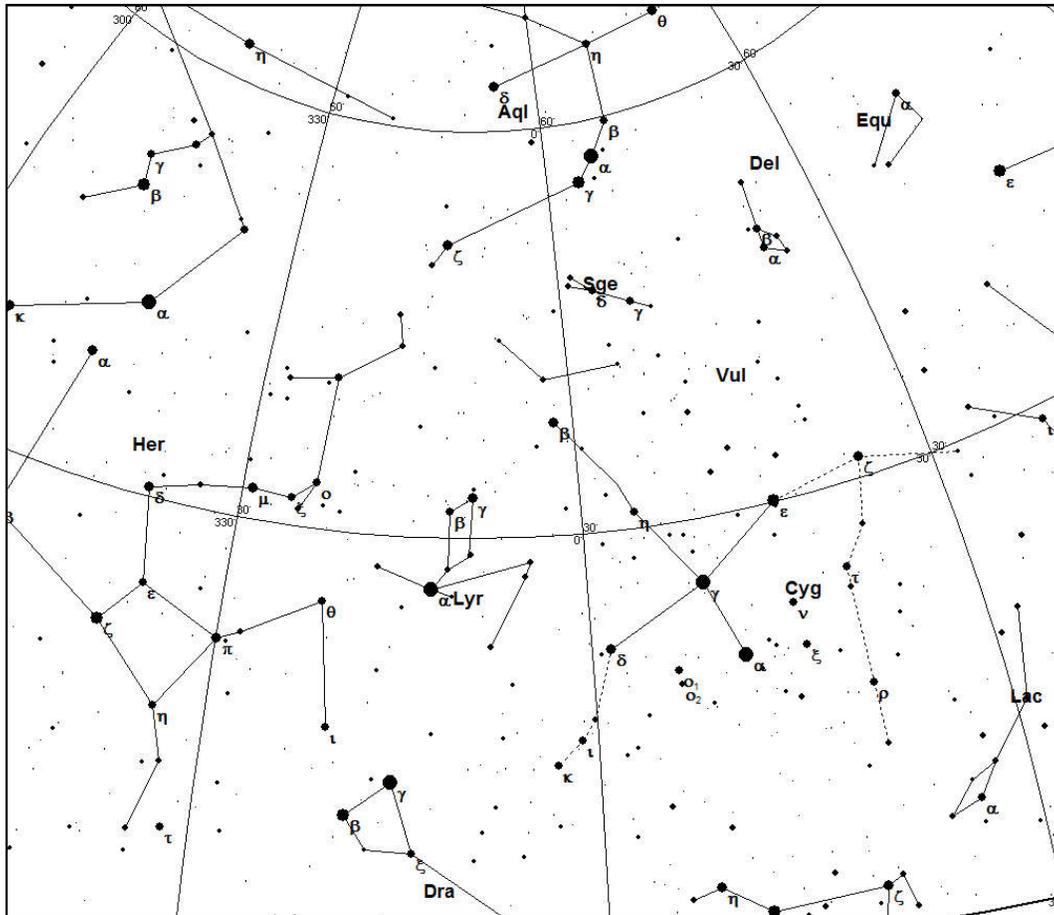
Mapa 8: Carta auxiliar para o monitoramento da estrela variável Delta Scorpii (item 10.6.2). As magnitudes das estrelas de comparação estão indicadas **sem** os pontos decimais, para evitar confundi-los com estrelas fracas. Por exemplo, onde se lê “162” entenda-se que a estrela em questão possui magnitude 1,62. (Carta original: GARCÍA 2013. Adaptada pelo autor.)



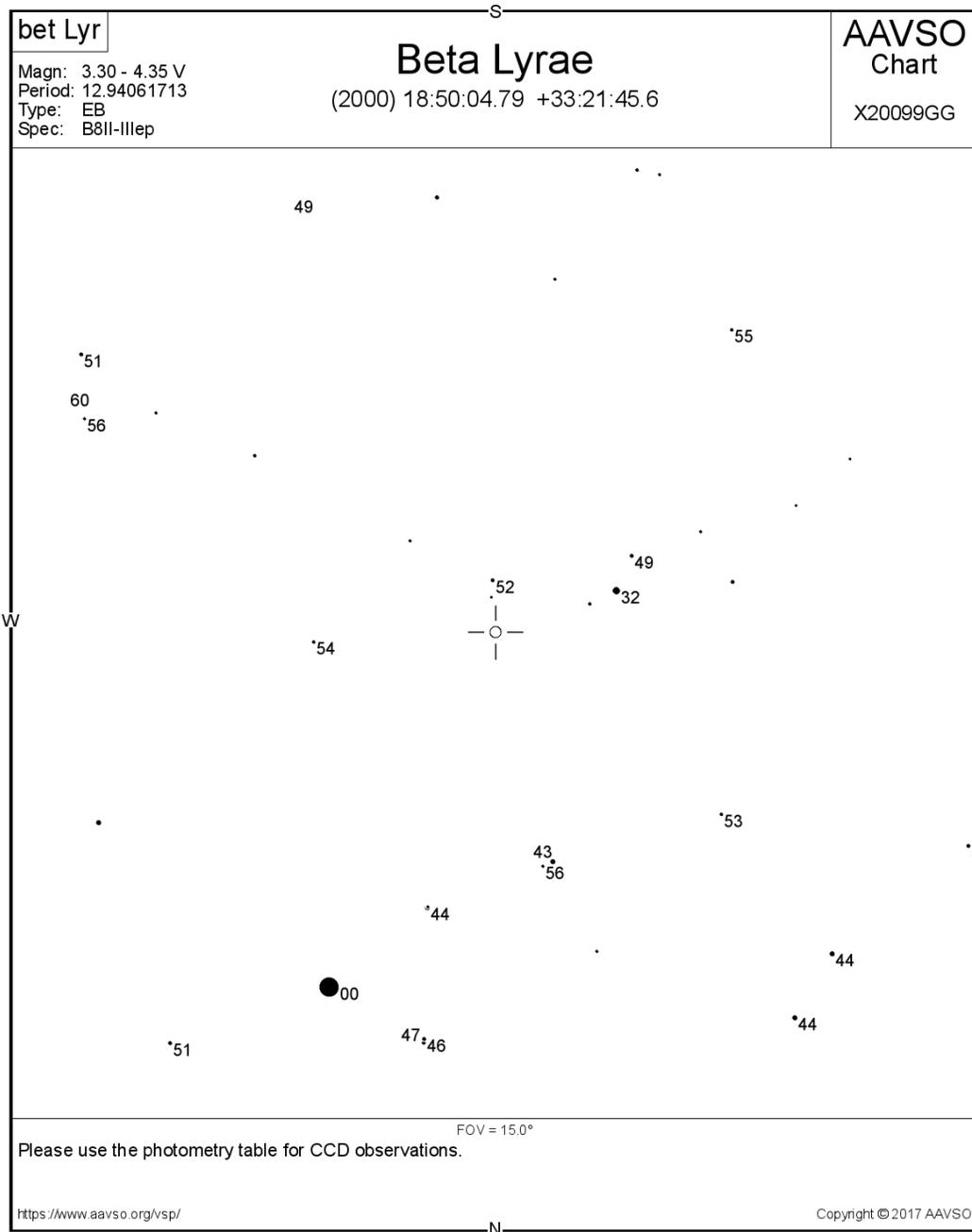
Mapa 9: Carta para localização de Algol (Beta Persei). A figura corresponde à maneira como a constelação de Perseu é vista no Hemisfério Sul terrestre: Norte celeste para baixo, Sul para cima, Leste à direita e Oeste à esquerda. Algol é indicada pela letra grega β , no centro da figura. (Mapa preparado pelo autor.)



Mapa 10: Carta AAVSO para a estimativa das magnitudes de Algol (Beta Persei). Algol está indicada pela cruz e pela letra β . Durante o eclipse, use as estrelas de comparação α (mag 1,8), γ (mag 2,9), γ^2 (mag 2,1), δ (mag 3,0) e κ (mag 3,8). Note que no caso desta figura o Norte celeste está para cima e o Leste para a esquerda. (Crédito: AAVSO.)



Mapa 11: Carta para localização de Beta Lyrae. A figura corresponde à maneira como a constelação da Lira é vista no Hemisfério Sul terrestre: Norte celeste para baixo, Sul para cima, Leste à direita e Oeste à esquerda. Beta Lyrae é indicada pela letra grega β , pouco à esquerda do centro da figura. (Mapa preparado pelo autor.)



Mapa 12: Carta AAVSO para a estimativa das magnitudes de Beta Lyrae. A variável está indicada pela cruz no centro da figura. Durante o ciclo, podem ser usadas as estrelas de comparação de magnitudes 3,2, 4,3, 4,4 e 4,9. A figura está orientada como se vê no céu do Hemisfério Sul: Norte para baixo e Leste para a direita. (Crédito: AAVSO.)

APÊNDICE B, CAPÍTULO 10

MODELO SIMPLES DE FICHA PARA REGISTRO DE OBSERVAÇÕES

APÊNDICE C, CAPÍTULO 10

PROGRAMA DE OBSERVAÇÃO SUGERIDO PARA INICIANTES

Programa de observação sugerido para iniciantes

Designação AAVSO	Estrela	Tipo	Amplitude	Período (dias)	Instrumento	A.R. (2000.0)	Dec(2000.0)
0010-32	S Sculptoris	M	5,5 - 13,6 V	367,0 d	Bin/Telesc	00h 15m 22s	-32° 02' 43"
0214-03	Omicron (Mira) Ceti	M	2,0 - 10,1 V	331,96 d	Olho nuu/Bin/Telesc	02h 19m 21s	-02° 58' 39"
0250-50	R Horologii	M	4,7 - 14,3 V	407,6 d	Bin/Telesc	02h 53m 53s	-49° 53' 23"
0532-62	Beta Doradus	DCEP	3,41 - 4,08 V	9,84 d	Olho nuu/Bin.	05h 33m 37s	-62° 29' 23"
0652-08	X Monocerotis	SRa	6,8 - 10,2 V	155,8 d	Telesc	06h 57m 12 s	-09° 03' 52"
0710-44	L2 Puppis	SRa	2,6 - 8,0 V,	140,6 d	Binoc.	07h 13m 32s	-44° 38' 23"
0726-09	U Monocerotis	RV	5,5 - 7,7 V	91,0 d	Binoc.	07h 30m 48 s	-09° 46' 37"
0929-62	R Carinae	M	3,9 - 10,5 V	307,0 d	Bin/Telesc	09h 32m 15s	-62° 47' 20"
0942-62	L Carinae	DCEP	3,28 - 4,18 V	35,55 d	Olho nuu/Bin.	09h 45m 15s	-62° 30' 28"
0942+11	R Leonis	M	4,4 - 11,3 V	309,95 d	Bin/Telesc	09h 47m 34s	+11° 25' 44"
1006-61	S Carinae	M	4,5 - 9,9 V	149,0 d	Bin/Telesc	10h 09m 22s	-61° 32' 56"
1052-59	AG Carinae	SDOR	5,7 - 8,3 V	371,0 d	Binoc.	10h 56m 12s	-60° 27' 13"
1053-59	U Carinae	DCEP	5,74 - 6,96 V	38,83 d	Binoc.	10h 57m 48s	-59° 43' 55"
1211-55	BH Crucis	M	6,5 - 10,1 V	521 d	Telesc	12h 16m 17s	-56° 17' 06"
1324-22	R Hydrae	M	3,5 - 10,9 V	380 d	Bin/Telesc	13h 29m 43s	-23° 16' 53"
1336-33	T Centauri	SRa	5,5 - 8,4 V	181,4 d	Binoc.	13h 41m 46s	-33° 35' 50"
1355-76	Theta Apollis	SRa	4,6 - 6,2 V	111 d	Binoc.	14h 05m 20s	-76° 47' 48"
1404-59	R Centauri	M	5,3 - 11,8 V	520 d	Bin/Telesc	14h 16m 34s	-59° 54' 49"
1455-08	Delta Lilliae	EA/SD	4,91 - 5,90 V	2,32735 d	Olho nuu/Bin.	15h 00m 58s	-08° 31' 08"
1842-05	R Scuti	RV	4,2 - 8,6 V	146 d	Binoc.	18h 47m 29s	-05° 42' 18"
1846-67	Kappa Pavonis	CWa	3,91 - 4,78 V	9,083 d	Olho nuu/Bin.	18h 56m 57s	-67° 14' 01"
1901+08	R Aquilae	M	5,5 - 12,0 V	270,5 d	Bin/Telesc	19h 06m 22s	+08° 13' 48"
1946+32	Chi Cygni	M	3,3 - 14,2 V	408,05 d	Bin/Telesc	19h 50m 34s	+32° 54' 51"
1947+00	Eta Aquilae	DCEP	3,5 - 4,3 V	7,17679 d	Olho nuu/Bin	19h 52m 28s	+01° 00' 20"

APÊNDICE D, CAPÍTULO 10
RESPOSTAS ÀS QUESTÕES DAS PRÁTICAS OBSERVACIONAIS

Respostas às questões das práticas

Prática 1:

- Ao comparar os brilhos de Mintaka, Alnilam e Alnitak (as “três Marias”), nota-se que uma delas é mais apagada que as outras duas. Qual é ela? **Mintaka.**
- Volte seus olhos agora para Bellatrix, Mintaka, Alnilam, Alnitak e Saiph. Qual delas lhe parece mais brilhante? **Bellatrix.** Qual a mais apagada? **Mintaka.**
- Coloque em ordem crescente de brilho Aldebaran, Rigel, Sirius, Capella, Procyon e Canopus. **Aldebaran, Procyon, Rigel, Capella, Canopus e Sirius.** A diferença entre Rigel e Capella é quase imperceptível. Para nós que estamos no Hemisfério Sul, Capella poderá aparecer menos brilhante que Rigel, devido à extinção atmosférica.

Prática 2:

- Volte seus olhos para Vega, Altair e Arcturus. Classifique-as em ordem crescente de brilho aparente. **Altair é claramente a menos brilhante das três. Vega e Arcturus podem aparentar ter mesma magnitude visualmente (na verdade, Arcturus é poucos décimos de magnitude mais brilhante que Vega).**
- Compare as duas estrelas que flanqueiam Altair. A que fica mais ao Norte se chama Tarazed, ou Gamma Aquilae a que está mais ao Sul, Alshain, ou Beta Aquilae. Qual delas lhe parece mais brilhante? **Tarazed.**
- Coloque, em ordem crescente de brilho, as estrelas Gacrux, Acrux, Mimosa, Delta Crucis, Alfa Centauri e Beta Centauri. **Delta Crucis, Gacrux, Mimosa, Alfa Crucis, Beta Centauri, Alfa Centauri.**
- Em seguida, observe a constelação do Sagitário. Localize Kaus Borealis, Kaus Media, Kaus Australis e Nunki e coloque-as em ordem crescente de brilho. **Kaus Borealis, Kaus Media, Nunki e Kaus Australis.**

Item 10.6.1:

Para os meses de verão:

- Identifique as estrelas Mirzam, Adhara e Aludra. Sabemos que Adhara possui magnitude aparente 1,5 e que Aludra tem magnitude 2,5. Olhando alternadamente para as três estrelas e utilizando o método de Pickering, estime a magnitude aparente de Mirzam. **Magnitude 2,0.**
- Identifique agora no mapa uma estrela nomeada com a letra grega δ (delta). Esta é Delta Canis Majoris, também conhecida como Wezen. Localize-a em

*seguida no céu, na constelação do Cão Maior. Usando as mesmas estrelas de comparação da questão anterior (Adhara e Aludra), bem como a magnitude de Mirzam que você acaba de determinar, estime a magnitude aparente de Wezen usando o método de Pickering. **Magnitude 1,8.***

Para os meses de inverno:

- *Identifique no céu a estrela Ascella. Usando o método de Pickering, procure estimar sua magnitude usando as estrelas de comparação Kaus Australis (magnitude 1,8) e Kaus Borealis (magnitude 2,8). **Magnitude 2,6.***
- *Usando agora a magnitude de Ascella (que você acaba de determinar), mais a magnitude de Kaus Borealis (2,8), tente estimar a magnitude de Kaus Media. **A magnitude de Kaus Media é 2,7. Mas, nesta questão, estamos no limite da percepção visual do olho humano (0,1 mag). Você poderá ter achado que Kaus Media tem o mesmo brilho de Ascella ou, então, o mesmo brilho de Kaus Borealis. Ambas as respostas estão corretas, considerando-se o limite mencionado.***

%%%%%%%%%

Guia de estudos “Astrofísica Estelar para o Ensino Médio”

Capítulo 11 – Redução e análise dos dados

Uma vez obtidos os dados experimentais (lembrando que, em nosso caso, o termo “experimento” significa a observação visual das estrelas variáveis e a medida de sua magnitude ao longo do tempo), a etapa seguinte será a sua redução, para facilitar a análise e a interpretação dos resultados obtidos. Em Astronomia Observacional, chamamos de “redução dos dados” aos procedimentos usados para converter um conjunto de dados experimentais brutos em resultados expressos, em unidades físicas, sob uma forma ordenada e simplificada.

Um exemplo simples de redução é a própria curva de luz, que, como vimos, equivale a tabular a variação da magnitude em função do tempo. Mas a mera inspeção visual da curva de luz geralmente não é suficiente para comprovar ou não a veracidade de certas hipóteses, ou mesmo para elaborar uma teoria que explique o comportamento da estrela. Por exemplo, quando desejamos confirmar com segurança se existe ou não periodicidade nas variações de brilho da estrela, ou quando queremos determinar com precisão seu período e sua amplitude. A redução e a análise dos dados podem envolver processos estatísticos relativamente complexos, cujo detalhamento foge ao escopo deste trabalho; assim, iremos nos limitar a descrever alguns exemplos de reduções ao alcance do Ensino Médio, recorrendo a softwares livres quando necessário (porém sem entrar em detalhes sobre o seu embasamento matemático).

11.1 Diagrama de fase (“fasagem” da curva de luz)

Dependendo das características da estrela em estudo, a construção de um diagrama de fase poderá ser de grande valia para verificar sua periodicidade e para prover uma estimativa razoavelmente acurada do seu período. Chamamos de “fase” a uma fração decimal que indica em que estágio do ciclo de variação a estrela se encontra¹¹⁵, e de “diagrama de fase” a um gráfico de magnitudes em função da fase. O diagrama de fase é melhor delineado, e geralmente também mais útil, para estrelas de periodicidade regular (aquelas cujos períodos se repetem precisamente – ou quase – de ciclo para ciclo). Nesse caso estão, por exemplo, a maior parte das Cefeidas e das binárias eclipsantes. Já para estrelas de comportamento totalmente aperiódico (como as variáveis vermelhas irregulares das classes LA e LB ou as estrelas R Coronae Borealis, por exemplo) dificilmente o diagrama de fase trará muitas informações úteis (exceto, é claro, a comprovação do caráter acíclico da variação de brilho).

¹¹⁵ O valor da fase pode assim variar entre 0,0 e 1,0 (ou, caso se use a notação percentual, entre zero e 100%) durante um ciclo completo de variação.

Antes de exemplificar a construção de um diagrama de fase, convém definirmos alguns conceitos importantes:

11.1.1 Efemérides de uma estrela variável

Em Astronomia, o termo “efeméride” costuma ser usado para designar uma listagem dos instantes ou das posições em que uma certa característica de um objeto ou evento celeste ocorre ao longo do tempo. Por exemplo: as posições dos planetas (ascensão reta, declinação) para cada dia do ano; o horário do nascer e do pôr do Sol em um local qualquer ao longo do ano; e assim por diante. Para o caso específico das estrelas variáveis, as efemérides são normalmente dadas por meio de equações simples, através das quais podemos calcular a fase do ciclo em que elas se encontram em qualquer instante; essas equações são sempre empíricas, baseadas em observações anteriores da estrela. De certa forma, a efeméride de uma variável é também uma espécie de previsão: *se ela conseguirá ou não prever com precisão as fases do ciclo, isso dependerá da regularidade do período da estrela e da quantidade e qualidade dos dados usados para construir a efeméride*. Quanto mais regular o período e quanto mais numerosos e precisos os dados, melhor será a previsão. *Importante: as efemérides podem (e devem) ser atualizadas à medida que novas observações de boa qualidade se acumulam*.

Os termos encontrados nas equações empíricas que constituem as efemérides são abreviados e descritos da seguinte forma:

- Período (**P**): indica a duração de um ciclo completo da variável (geralmente expresso em dias, e em alguns casos em horas).
- Data juliana (**DJ**): indica o instante correspondente a uma fase qualquer do ciclo ou a uma observação qualquer da estrela. Deve ser indicada em DJ.
- Época (**E** ou **DJE**): é uma data (sempre expressa em DJ), que marca o início da contagem dos ciclos. A Época pode ser imaginada como o “instante zero” da efeméride: ela corresponde à data juliana exata de um mínimo (ou máximo) que tenha sido registrado com precisão por um observador e confirmado por fontes confiáveis. Por convenção (KUKARKIN et al., 1968), para as binárias eclipsantes e para as variáveis tipo RV Tauri costuma-se escolher para as épocas o instante do mínimo primário (mais profundo) da estrela. Para as demais classes de variáveis, escolhe-se o instante do máximo brilho do ciclo¹¹⁶.
- O número total de ciclos ocorridos desde a Época é indicado por **n**.

¹¹⁶ As Épocas (e os períodos) atualizadas para dezenas de milhares de estrelas variáveis podem ser obtidas através da consulta ao banco de dados VSX da AAVSO, disponível em: <<https://www.aavso.org/vsx/>>, ou ao GCVS – General Catalogue of Variable Stars –, disponível em: <<http://www.sai.msu.su/gcvs/gcvs/>>.

Consideremos, como exemplo, nossa já conhecida binária eclipsante Beta Lyrae. Consultando o GCVS, verificamos que a efeméride original dessa estrela indicava para sua Época o valor DJE = 2408247,950 e para seu período P = 12,913834 dias. Como curiosidade, note que essa Época corresponde ao mínimo primário observado no dia 16 de junho de 1881! Ora, se quisermos prever a data juliana do mínimo primário (ou eclipse) imediatamente seguinte a esse, basta um cálculo simples:

$$DJ (\text{eclipse } 1) = DJE + 1 \times P$$

Analogamente, se quisermos prever a data do eclipse do ciclo seguinte, faremos:

$$DJ (\text{eclipse } 2) = DJE + 2 \times P$$

O eclipse seguinte seria previsto por:

$$DJ (\text{eclipse } 3) = DJE + 3 \times P$$

...e assim por diante. De forma genérica, se quisermos prever qualquer eclipse de Beta Lyrae, basta utilizar a equação:

$$DJ (\text{eclipses}) = DJE + nP \quad (11.1)$$

...onde o termo **n** representa o número total de ciclos (ou períodos) ocorridos desde a Época inicial medida.

Para o caso de Beta Lyrae, portanto, teremos para os mínimos (eclipses) primários:

$$DJ (\text{eclipses}) = 2408247,950 + 12,913834 n$$

Essa é a *efeméride original de Beta Lyrae*, baseada nas medições efetuadas em 1881.

Caberia aqui uma pergunta: será que essa efeméride *ainda é perfeitamente válida* para representar o comportamento da estrela, conseguindo prever *com exatidão* os seus eclipses? A resposta a essa questão depende das características do sistema binário que compõe Beta Lyrae: se o seu período orbital tiver permanecido *perfeitamente regular* desde 1881, a resposta é “sim”. Porém, se algum fator (como, por exemplo, transferência de matéria entre as componentes do sistema) tiver provocado mudanças no período orbital desde então, aquela efeméride não será mais absolutamente precisa e deverá ser atualizada. Em itens posteriores veremos em detalhes o que está acontecendo especificamente no caso de Beta Lyrae, como um bom exemplo daquilo que é possível detectar e analisar com o uso das efemérides.

11.1.2 Data juliana heliocêntrica

Embora dificilmente seja necessário o uso de datas julianas heliocêntricas (HJD) nas observações visuais propostas dentro do escopo deste trabalho, é conveniente mencionar sua existência aqui, a título de informação adicional.

Em certos trabalhos de alta precisão, poderá ser necessário corrigir a data juliana por um fator que considera o fato de que, a cada dia, nossa Terra está em diferentes posições em sua órbita em torno do Sol. Devido a esse fato, o tempo para que a luz proveniente da estrela chegue até a Terra será levemente maior ou menor que o calculado pela data juliana convencional; afinal, embora a velocidade da luz seja extremamente alta, ela não é infinita! A solução encontrada para contornar esse pequeno desvio foi recalcular a data juliana, indicando-a como se estivéssemos observando a estrela colocados não na Terra, mas *no centro do Sol*. Indica-se normalmente essa DJ corrigida como HJD (data juliana heliocêntrica).

Sabemos que o semi-eixo maior (ou "raio") da órbita terrestre equivale a apenas 8,3 minutos-luz, mas, em cálculos de grande precisão, mesmo essa pequena diferença pode ser importante. Há, no entanto, mais complicadores: como a órbita da Terra não é circular mas sim elíptica, a distância *real* entre a Terra e o Sol muda dia a dia, hora a hora, minuto a minuto. Por essa razão, o cálculo preciso da HDJ é bastante complexo, tem de levar em consideração a posição (ascensão reta e declinação) da estrela em estudo e portanto necessita ser feito por computadores para cada momento.

Felizmente, no entanto, com a internet, não precisaremos nos preocupar com esses cálculos: podemos obter a HJD online, diretamente a partir da data-calendário convencional. Uma alternativa muito conveniente para tanto está disponível em: <<http://www.physics.sfasu.edu/astro/javascript/hjd.html>>. O procedimento é simples: a data e hora precisas em que a observação foi feita devem ser convertidas para Tempo Universal e digitadas (juntamente como a ascensão reta e declinação da estrela que está sendo medida) nos campos correspondentes dessa página. Basta então clicar no botão "Calculate" para obter a informação do HJD exato, assim como a da DJ convencional respectiva e da distância precisa entre a Terra e o centro do Sol naquele instante.

Alternativamente, na mesma página é possível baixar uma planilha em MS Excel que efetua o mesmo cálculo. O procedimento é semelhante, e mais informações estão disponíveis em BRUTON (2017).

11.1.3 Construção "manual" de um diagrama de fase

Tipicamente, as observações de uma estrela variável serão feitas por muitas noites, e em vários casos deseja-se combinar todas as observações em uma única curva de luz completa. A técnica de redução para construir essa curva é chamada de "fasagem", ou "normalização do período". O produto final dessa redução (um gráfico que mostra as magnitudes em função da *fase do ciclo da estrela*, e não mais em função da data de cada observação) é chamado "diagrama de fase". Lembramos que o conceito de fase está associado a um ciclo completo da estrela: a fase é definida como um número qualquer entre 0,00 e 1,00, sendo o primeiro valor correspondente *ao início* de cada

ciclo e o último relativo *ao fim* desse ciclo. Dessa forma, no início do ciclo, a variável está na fase 0,00 e a partir daí assume valores progressivamente crescentes, até atingir a fase 1,00 exatamente no fim do ciclo. Esse ponto será a fase 0,00 para o ciclo seguinte... e assim sucessivamente. Por convenção, para quase todas as variáveis considera-se como ponto inicial do ciclo (fase zero) o instante do seu *máximo de brilho*. A exceção são as binárias eclipsantes, em que se considera o *mínimo primário* como fase zero.

Para efetuar esta redução, vamos partir da equação das efemérides já vista no item anterior. Lembramos que agora o termo DJ não está representando somente a data dos mínimos ou máximos da estrela, mas sim a data de *qualquer observação* (ou de *qualquer fase do ciclo*) da estrela. Em consequência, o termo *n* não será mais um número inteiro que representa o número de ciclos completos desde a Época, mas sim um número decimal, em que a *parte inteira* indica o número de ciclos completos desde a Época e a *parte decimal* indica a fase correspondente à data da observação.

O cálculo de *n* pode ser feito a partir da equação (11.1):

$$DJ(\text{observação}) = DJE + nP$$

$$n = \frac{DJ(\text{observação}) - DJE}{P} \quad (11.2)$$

Como exemplo de aplicação, consideremos novamente Beta Lyrae, e vamos assumir que a sua efeméride original ainda continue válida. Imaginemos que a estrela tenha sido observada em São Paulo no dia 30 de agosto de 2017, às 20:00 no horário local (portanto 23:00 em Tempo Universal). Qual é a fase do seu ciclo nesse instante?

De início, convertemos a data-calendário para data juliana, encontrando a DJ do momento da observação: DJ = 2457996,458. Como estamos usando a efeméride original de Beta Lyrae, temos que DJE = 2408247,950 e P = 12,913834. Substituindo esses valores na equação (11.2), temos:

$$n = \frac{2457996,458 - 2408247,950}{12,913834}$$

Resulta que $n = 3852,34$. Esse valor é interpretado da seguinte forma:

- A parte decimal indica que, no momento exato da observação, a fase da estrela era de 0,34 (ou seja, 34% do ciclo).
- A parte inteira indica que, nesse mesmo instante, já se haviam passado 3582 ciclos completos desde a Época da efeméride usada (dia 16 de junho de 1881).

Dessa forma, se observarmos Beta Lyrae durante muitas noites (da maneira indicada no item 10.7.2 do Capítulo 10), será possível construir seu diagrama de fase, que terá um aspecto similar ao da Figura 11.1. Note que, neste caso, *não é necessário que as*

noites de observação sejam consecutivas: a fasagem elimina o inconveniente muito frequente de o céu se mostrar nublado durante várias noites seguidas, prejudicando a construção de uma curva de luz comum.

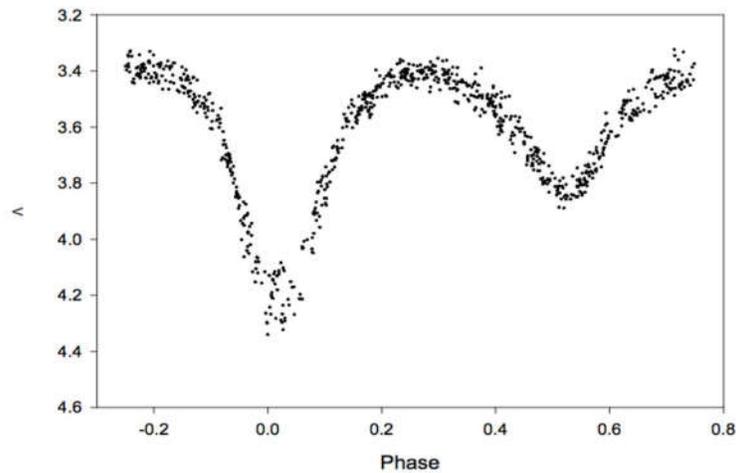


Figura 11.1 – Diagrama de fase para Beta Lyrae. (Crédito: AAVSO.)

Vale ressaltar mais uma vez, entretanto, que um bom diagrama de fase pode ser obtido somente para as estrelas cujo período seja ao menos razoavelmente regular (caso das Cefeidas em geral e das binárias eclipsantes). Mesmo para as Miras e assemelhadas, ele ainda produz resultados aceitáveis; para variáveis irregulares e aperiódicas, no entanto, esse tipo de redução não ajudará muito.

11.1.4 Construção de um diagrama de fase usando o software VSTAR

O processo “manual” de fasagem que acabamos de descrever, evidentemente, será muito facilitado pelo uso de um software comum tipo planilha. Mesmo assim, no entanto, a estimativa de alguns parâmetros de interesse, como amplitude e período de variação, ainda depende da inspeção visual da curva de luz e do diagrama de fase, que são processos imprecisos. Bem melhor seria utilizar uma ferramenta computacional específica para visualizar e analisar os dados das observações de estrelas variáveis, utilizando algoritmos baseados nas técnicas matemáticas e estatísticas existentes para tratamento e análise de séries temporais de dados. Recentemente (BENN, 2012), a AAVSO criou (e passou a oferecer gratuitamente em seu website) um software com essa finalidade. Denominado VSTAR, o programa opera na plataforma JAVA e nos ambientes Windows, macOS e Linux¹¹⁷. Por ter sido desenvolvido principalmente para uso de astrônomos amadores e dos programas educativos da própria AAVSO, ele é bastante simples de operar, tem uma interface gráfica objetiva e atraente, e não requer que o usuário possua conhecimentos prévios de estatística. O VSTAR permite carregar tanto observações do banco de dados VSX da AAVSO como também as

¹¹⁷ O VSTAR está disponível em: <<https://www.aavso.org/vstar>>. Acesso em: 16 de agosto de 2017.

estimativas feitas pelo próprio usuário (em diversos formatos). Além de construir as curvas de luz e os diagramas de fase e colocá-los também em forma tabular, o programa permite ainda determinar os períodos das variáveis estudadas e analisar suas eventuais mudanças temporais. Em virtude de todos esses recursos (e mais alguns não descritos aqui), o VSTAR é vivamente recomendado a todos os que se interessarem pela análise de dados de variáveis; faremos uso dele intensivamente nos tópicos seguintes. Como já mencionado no início deste capítulo, o detalhamento dos métodos matemáticos e estatísticos usados para análise temporal de dados de estrelas variáveis (que são usados pelo VSTAR) está fora do escopo deste trabalho. Para aqueles eventualmente interessados em se aprofundar nesse assunto, recomendamos a leitura de TEMPLETON, 2004.

Consideremos um primeiro exemplo de aplicação do VSTAR: a Figura 11.2 mostra a curva de luz da variável Cefeida Eta Aquilae, segundo as estimativas visuais dos observadores da AAVSO entre DJ 2457580 e DJ 2457620 (ou seja, 40 dias de observações).

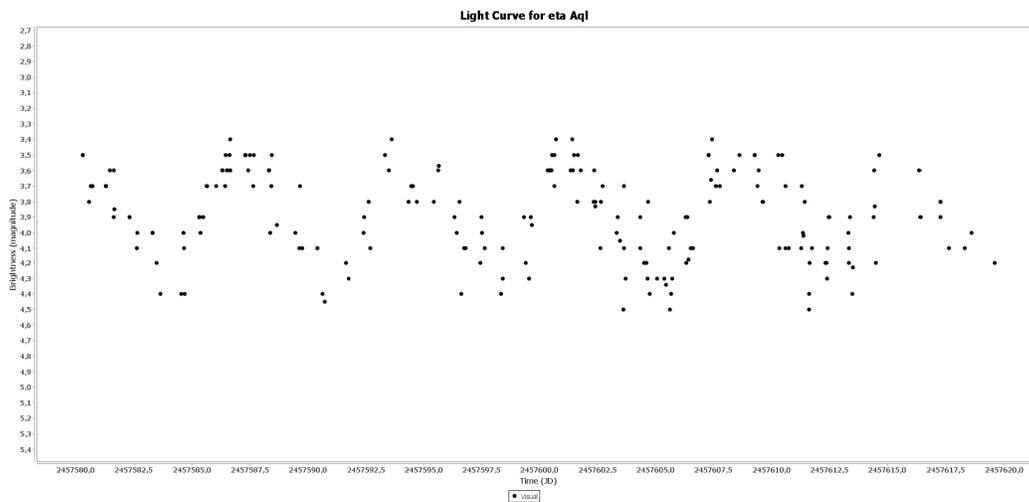


Figura 11.2 – Curva de luz de Eta Aql entre DJ 2457580 e DJ 2457620 pelo VSTAR. (Crédito: AAVSO.)

É possível perceber (apesar da baixa resolução da reprodução acima) que a estrela percorreu pouco mais de 5 ciclos nesses 40 dias (ou seja, seu período deve estar entre 7 e 8 dias). Poderíamos até medir esse período manualmente, como no caso do item anterior; mas o VSTAR nos oferece uma opção muito melhor e mais rápida: no menu “Analysis”, clicamos em “Phase Plot” e o programa construirá o diagrama de fase, com um período sugerido pelo VSTAR. O resultado é visto na Figura 11.3.

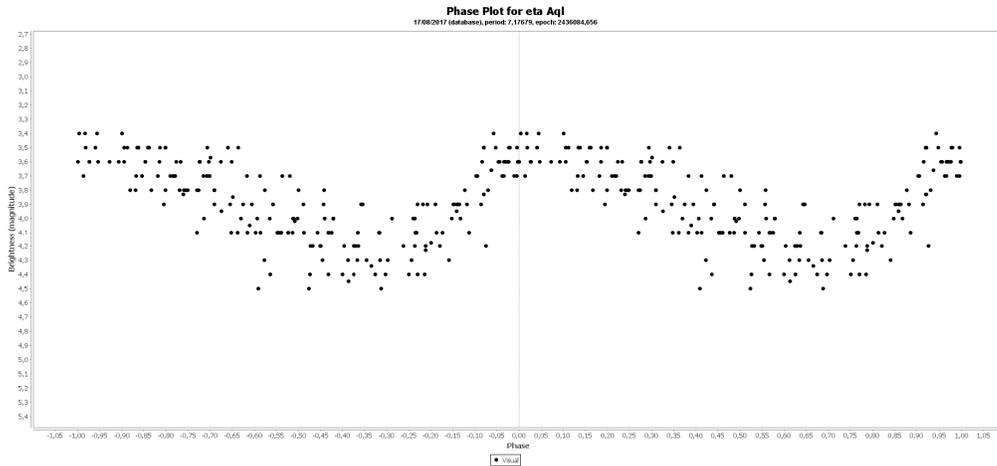


Figura 11.3 – Diagrama de fase de Eta Aql pelo VSTAR (estimativas visuais). (Crédito: AAVSO.)

A distribuição simétrica dos pontos na Figura 11.3 indica a regularidade do ciclo da estrela. Na linha abaixo do título, o VSTAR informa o período e a Época que o programa usou para fazer a fasagem (pouco visíveis na reprodução acima), que são respectivamente 7,17679 dias e 2.436.084,656. Em outras palavras, já temos também a efeméride da estrela. Para facilitar a visualização, o VSTAR mostra na tela, por *default*, o diagrama de fase de modo duplicado: fase entre 0,00 e 1,00 (quadro à direita na Fig. 11.3) e entre -1,00 e 0,00 (à esquerda), fato que não afeta o resultado.

Note-se ainda que tanto a Figura 11.2 como a Figura 11.3 são baseadas em *observações visuais apenas*, o que implica em certa dispersão entre as estimativas dos observadores (ver o item 10.3.2 do Capítulo 10). No caso de observações feitas com instrumentos (câmeras CCD), a precisão é maior (0,02 magnitude) e a dispersão, bem menor. No exemplo da Figura 11.4 vemos o mesmo diagrama de fase da Figura 11.3, mas baseado em observações com CCD:

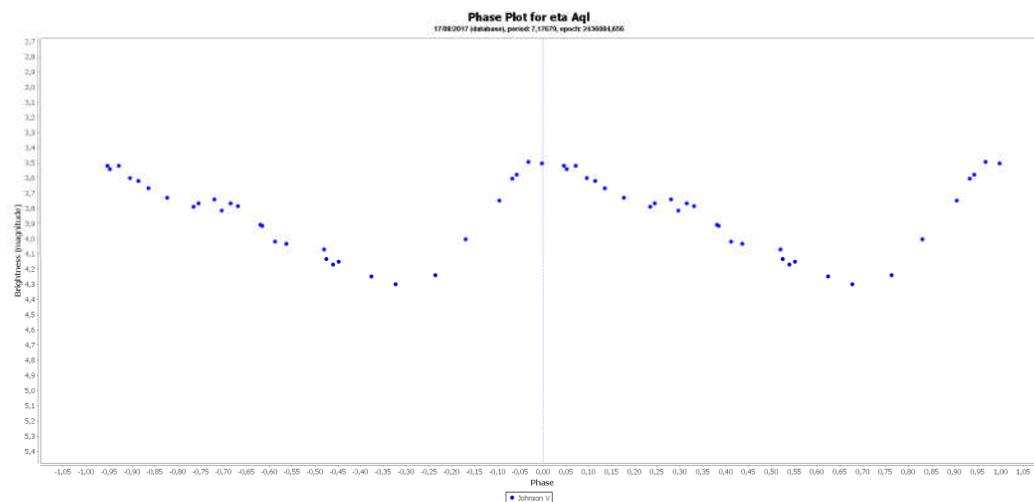


Figura 11.4 – Diagrama de fase de Eta Aql pelo VSTAR (estimativas com CCD). (Crédito: AAVSO.)

A amplitude de variação de Eta Aql (3,5 a 4,3) é também melhor delineada na Fig. 11.4. Em todos os exemplos anteriores, foi usada para a fasagem da curva de luz a sugestão de período dada pelo VSTAR, que provém do banco de dados VSX da AAVSO. O que aconteceria se não tivéssemos esse valor à mão? O exemplo seguinte demonstra esse caso. A Figura 11.5 apresenta a curva de luz da variável KZ Hydrae, obtida pelo autor com o uso de camera CCD a partir de 22:06 (Tempo Universal) da noite de 27 de maio de 2006. KZ Hydrae é uma variável da classe das Cefeidas anãs, com período ultracurto.

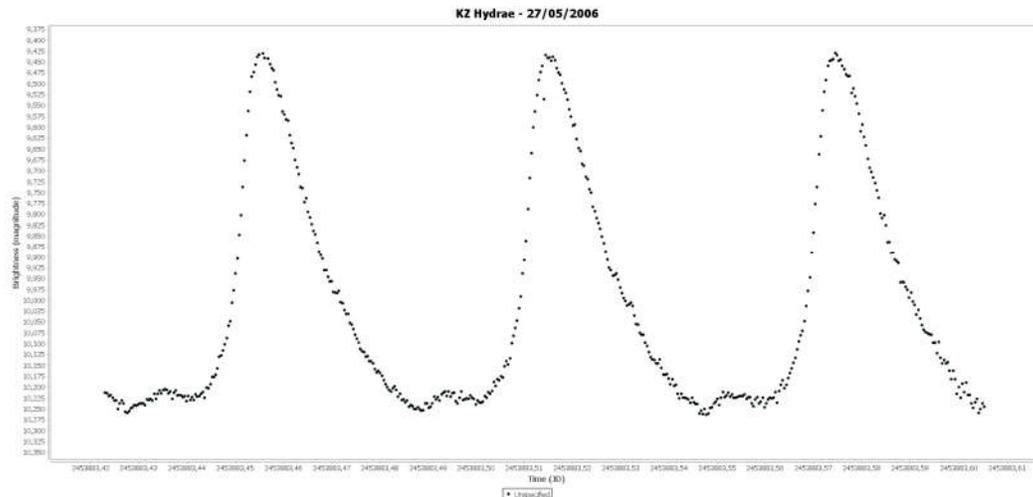


Figura 11.5 – Curva de luz de KZ Hya na noite de 27/05/2006 (CCD). (Crédito do autor.)

Uma inspeção preliminar da curva de luz feita com o uso de um software tipo planilha revelou que o período deve estar em uma faixa entre 1,41 h e 1,44 h (ou, em frações de dia, entre 0,0587 d e 0,0600 d). Com o auxílio do VSTAR, essa estimativa pode ser refinada. De início, testamos esses dois extremos, construindo o diagrama de fase com base em cada um (menu Analysis, Phase Plot e digita-se o valor do período estimado).

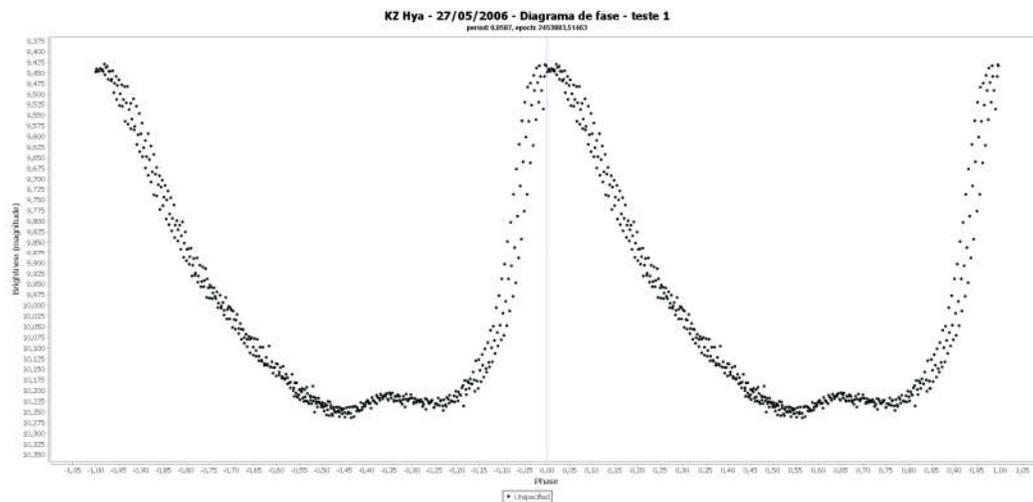


Figura 11.6 – Diagrama de fase de KZ Hya para o período 0,0587 dia. (Crédito do autor.)

Usando o período de 0,0587 dia, o diagrama de fase é o da Figura 11.6. Nota-se claramente certa dispersão (“espalhamento”) dos pontos, indicando que o período ainda não é precisamente esse. Repete-se o teste, agora com o período de 0,0600 dia. O resultado é visto na Figura 11.7. Pouco melhor, mas ainda não está perfeito. Então, a seguir, testamos os valores de período intermediários entre aqueles dois extremos (0,0588, 0,0589, 0,0590, 0,0591 e assim por diante, até 0,0599).

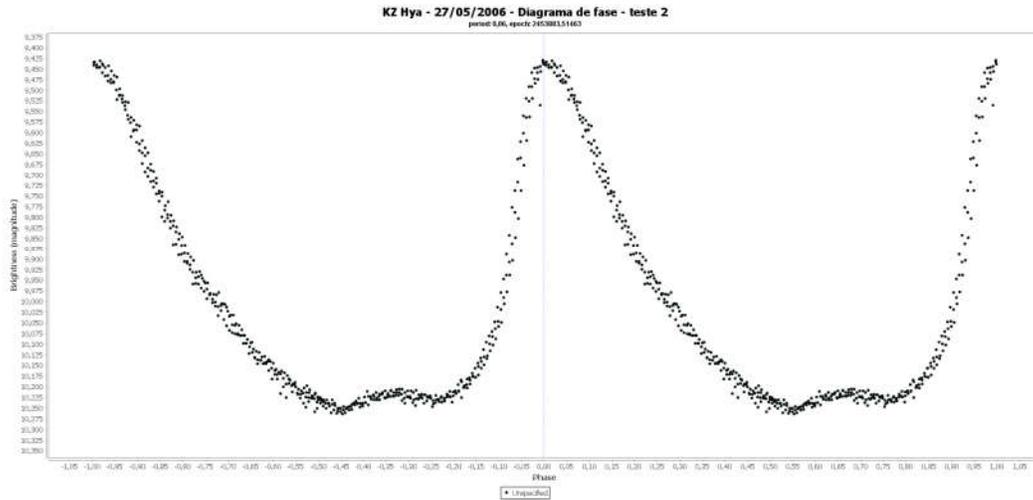


Figura 11.7 – Diagrama de fase de KZ Hya para o período 0,0600 dia. (Crédito do autor.)

Após essa nova série de testes, constatamos que a menor dispersão foi obtida para o período de 0,0595 dia, ou 1,428 hora (ou ainda 85m40,8s). Essa é a avaliação mais precisa do período de KZ Hya que se pode obter com essa técnica. Para comparação, o período de KZ Hya que consta da base de dados VSX da AAVSO é de 0,0595104212 d, o que é apenas 0,9 segundo diferente da nossa medição. A amplitude, por nossos dados, vai de 9,43 a 10,26 mag, contra 9,46 a 10,26 mag pelo VSX. Ver Figura 11.8.

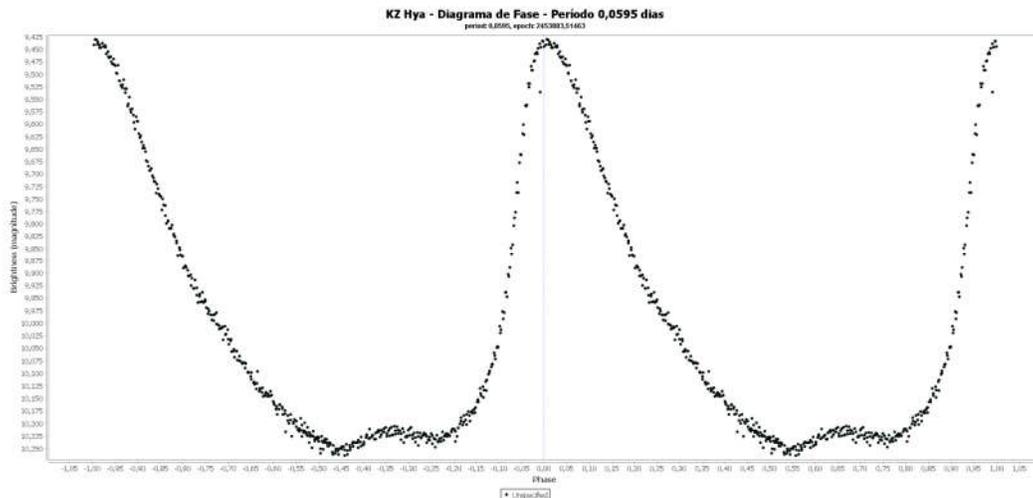


Figura 11.8 – Diagrama de fase de KZ Hya para o período 0,0595 dia. (Crédito do autor.)

11.2 Análise do período

11.2.1 Determinação aproximada do período pelo método “manual”

Um método simples para estimar o período de forma aproximada é subtrair as datas julianas de dois máximos (ou mínimos) adjacentes a partir da curva de luz da estrela. O primeiro passo é construir a curva, preferencialmente em um software tipo planilha.

Uma vez feito isso, o passo seguinte é a determinação dos máximos ou mínimos. Para isso, pode-se usar o método das cordas bisseccionadas, ou método de Pogson. Este é um processo gráfico, que pode ser executado facilmente sobre a curva de luz. O método de Pogson pode ser resumido nos seguintes passos:

- Traçam-se várias retas paralelas ao eixo horizontal do gráfico (eixo das abscissas) e determinam-se graficamente seus interceptos com a curva de luz.
- Determinam-se os pontos médios de cada um dos segmentos de reta (“cordas”) formados por esses interceptos.
- Unem-se graficamente esses pontos médios, traçando uma linha que passe por todos eles. A intersecção dessa linha com a curva de luz nos dará o máximo (ou mínimo) da estrela.

Embora o método de Pogson apresente limitações para trabalhos de precisão, ele permite uma forma simples e relativamente rápida de determinar os máximos e mínimos a partir da curva de luz – e assim avaliar também (grosseiramente) o período da estrela. O método é ilustrado graficamente na Figura 11.9, onde o ponto indicado pela letra “x” corresponde ao primeiro mínimo da estrela.67.88

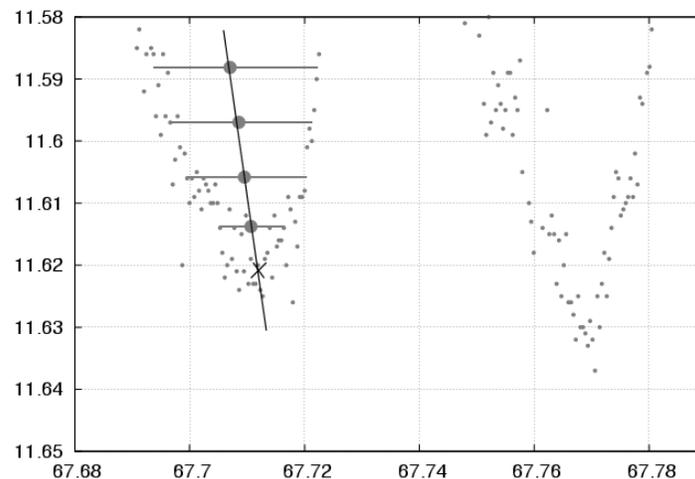


Figura 11.9 – Exemplo de aplicação do método das cordas bisseccionadas para encontrar graficamente o primeiro mínimo da estrela variável ASAS 002511. Nas abscissas, está indicado o valor de (Data Juliana – 2.453.200). (Crédito: RICHMOND, 2013.)

11.2.2 Análise do período usando o software VSTAR

O uso do VSTAR possibilita a determinação precisa do período rapidamente, através da utilização de sofisticadas ferramentas matemáticas. Consideremos, novamente, num primeiro exemplo, a Cefeida Eta Aquilae, cujo diagrama de fase vimos no item 11.1.4. Agora, no entanto, em vez de pedir apenas as observações feitas em 40 dias, vamos carregar *todas* as observações dessa estrela existentes no banco de dados VSX da AAVSO. O resultado é visto na Figura 11.10, que à primeira vista parece quase incompreensível. Não admira, pois aqui estão acumulados nada menos de 25.730 pontos, que constituem o número total de observações de Eta Aql entre 1865 e 2017!

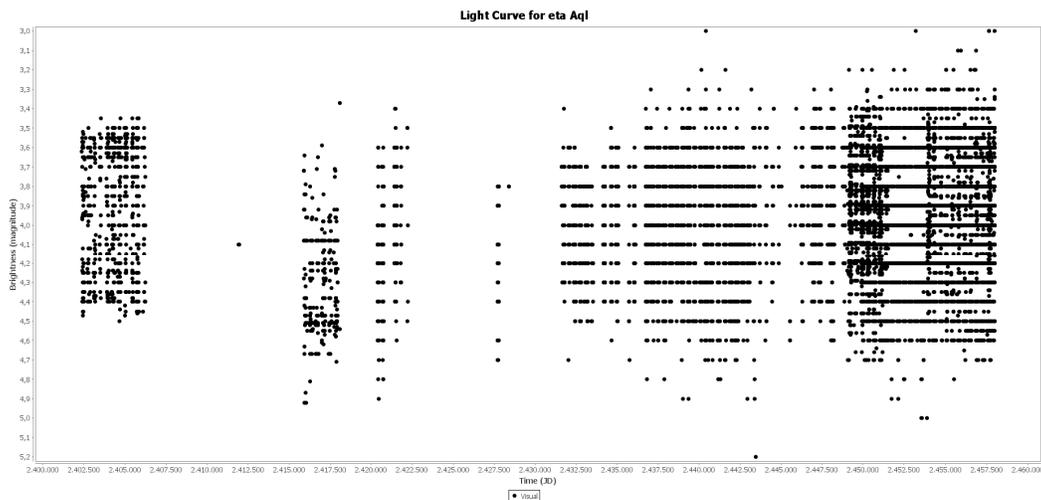


Figura 11.10 – Observações de Eta Aql desde 1865 até 2017. (Crédito: AAVSO.)

Em vez de pedir o diagrama de fase, contudo, agora iremos fazer uma determinação direta do período médio de Eta Aql durante esses 152 anos de observação. Para isso, usaremos apenas as estimativas visuais feitas nesse intervalo (23.809 observações). O VSTAR usa para a análise do período um poderoso algoritmo denominado DCDF (Transformada de Fourier Discreta com Compensação de Datas), desenvolvido pelo astrônomo brasileiro Sylvio Ferraz-Mello, do Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da USP¹¹⁸. No programa, basta entrar no menu Analysis/DCDF Standard Scan. A janela que se abre é um gráfico chamado periodograma (também chamado “power spectrum”, ou espectro de potência), que mostra a distribuição dos valores da potência do sinal recebido em função da sua frequência. O ponto máximo dessa distribuição (o ponto mais alto marcado em vermelho no gráfico) corresponde à frequência mais provável. Como o período, por definição, é o inverso da frequência, basta ler o valor da frequência (que o VSTAR fornece em ciclos/dia) e calcular seu inverso – ou então ler diretamente o valor do período, que o VSTAR já fornece na mesma tabela.

¹¹⁸ Uma versão simplificada desse método pode ser vista em FERRAZ-MELLO; QUAST, 1987.

Period Analysis (DC DFT) for eta Aql

(series: Visual)

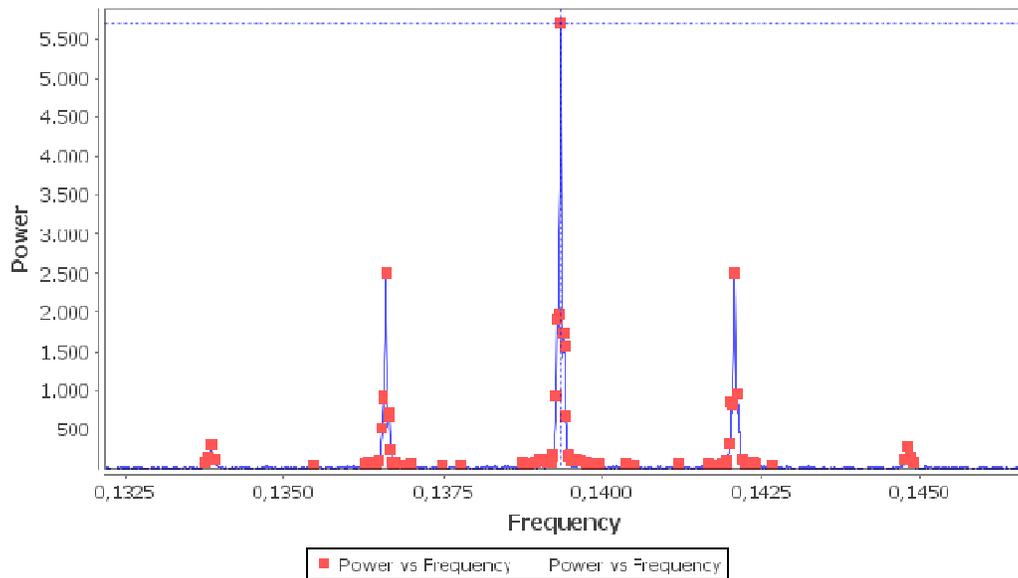


Figura 11.11 – Periodograma de Eta Aql com base em 23.809 observações. (Crédito: AAVSO.)

No caso de Eta Aql, o valor encontrado pelo VSTAR para a frequência foi de 0,139339 ciclo/dia e o do período correspondente, de **7,17671 dias**. Esse é o valor do período médio de Eta Aql entre 1865 e 2017. Como se trata de uma Cefeida clássica, o período não variou nesses 152 anos. A minúscula diferença entre esse valor e o período de 7,17679 dias informado pelo VSTAR para a construção do diagrama de fase do item 11.1.4 se deve ao fato de que este último considera também as medidas feitas com CCD no cálculo.

Consideremos agora uma variável de um tipo que não possui período perfeitamente regular: Omicron (Mira) Ceti, modelo das variáveis vermelhas de longo período.

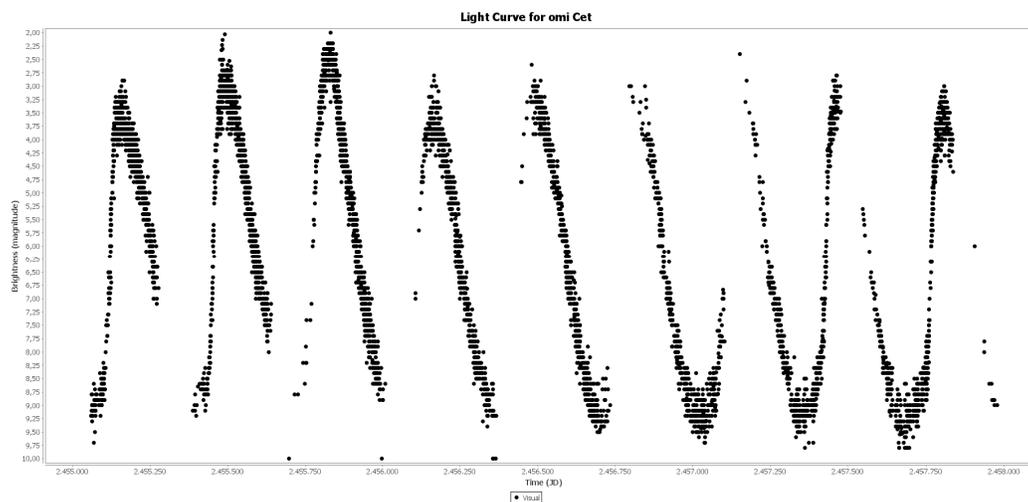


Figura 11.12 – Curva de luz de Mira Ceti entre 2009 e 2017. (Crédito: AAVSO.)

A Figura 11.12 apresenta a curva de luz visual de Mira Ceti entre 17/8/2009 e 17/8/2017, cobrindo 6.576 observações em oito anos. Notam-se pela curva as pequenas variações de ciclo para ciclo na amplitude e no período que caracterizam essa classe. Em especial, porém, são evidentes vários trechos “interrompidos” (descontinuidades) na curva de luz, que correspondem às épocas em que a estrela estava em conjunção solar, ofuscada pelo brilho do Sol durante o dia.

Para esse tipo de situação, o VSTAR oferece um recurso adicional: o algoritmo CLEANest, desenvolvido por Grant Foster e que, segundo o autor, permite remover matematicamente os “falsos picos” que aparecem no espectro de potência, compensando assim as descontinuidades (FOSTER, 1995). Para comprovar sua utilidade, fazemos um teste. Inicialmente, repetimos o procedimento de análise do período pelo processo “DCDFT Standard Scan” para Mira, exatamente como feito acima para Eta Aql. O VSTAR indicou um período médio de 335,12758 dias nos oito anos considerados. Em seguida, pedimos o diagrama de fase baseado nesse período. O resultado está na Figura 11.13. Nota-se que as descontinuidades ainda aparecem, principalmente na fase de ascensão ao máximo.

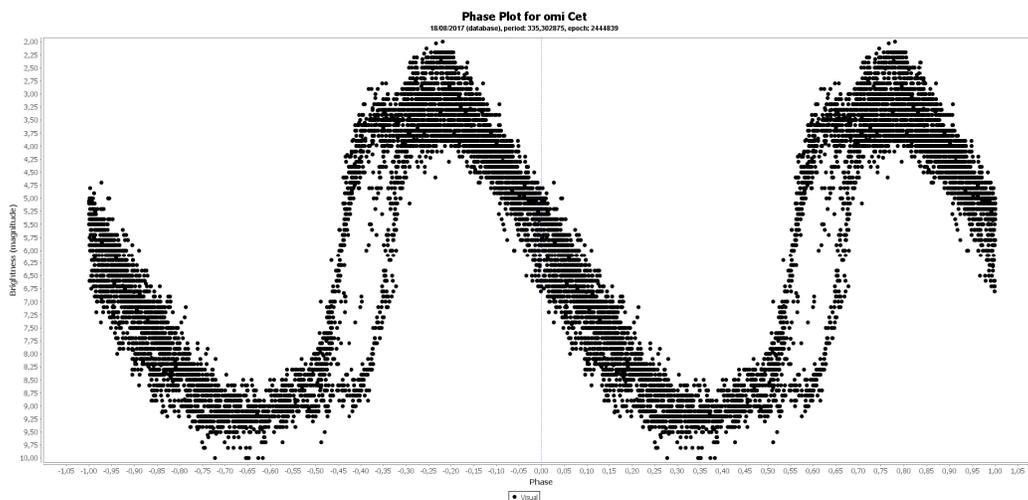


Figura 11.13 – Diagrama de fase de Mira Ceti entre 2009 e 2017 (DCDFT Std). (Crédito: AAVSO.)

Em seguida, vamos testar o algoritmo CLEANest. Num primeiro passo, montamos o periodograma, mas agora usando o comando “Analysis/DCDFT with Frequency Range” (em vez do “DCDFT Standard Scan”) e aceitando a sugestão de frequências dada pelo programa. Na janela do periodograma que se abre a seguir, aplicamos o algoritmo CLEANest com base na frequência mais provável (basta selecioná-la e clicar no botão “Cleanest”). O novo periodograma (recalculado pelo CLEANest) é visto na Figura 11.14. A frequência máxima obtida foi agora de 0,003018 ciclo/dia, correspondendo a um período de 331,345262 dias.

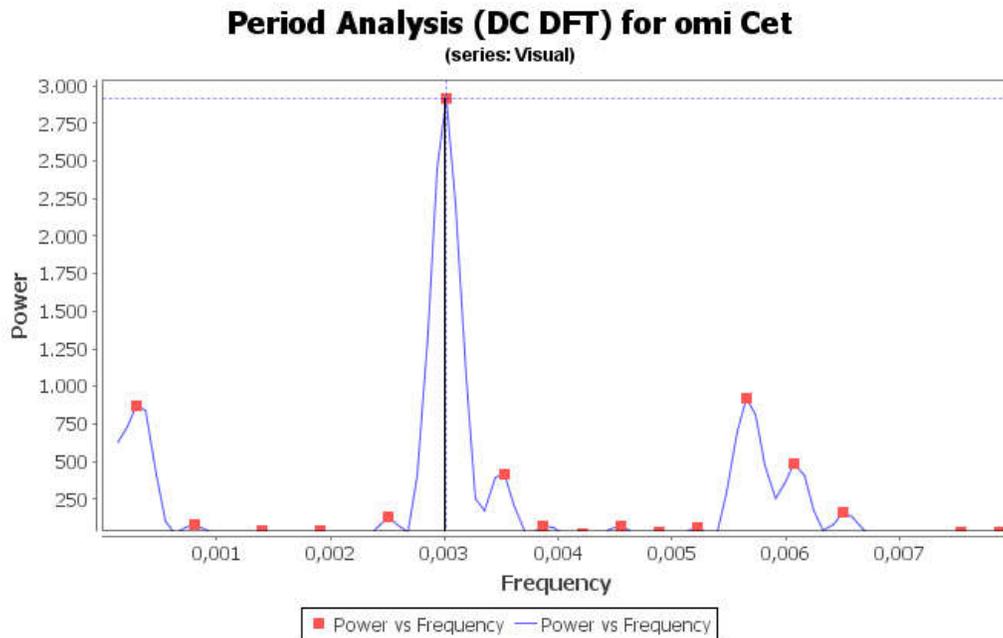


Figura 11.14 – Periodograma de Mira Ceti recalculado pelo CLEANest. (Crédito: AAVSO.)

Finalmente, montamos o diagrama de fase, agora com base no período calculado pelo CLEANest (331,345262 dias). O resultado é visto na Figura 11.15: as discontinuidades de fato foram removidas, e a amplitude de variação correspondente vai da magnitude 2,0 até magnitude 10,0. É notável a semelhança entre esses resultados e aqueles que constam do banco de dados VSX da AAVSO: neste último, encontra-se um valor de 331,96 dias para o período e uma faixa de 2,0 até 10,0 para a amplitude. Sempre é bom lembrar, entretanto, que o período encontrado é o melhor período *médio* que se pode obter para Mira – porém, pela natureza desse tipo de variável, o valor do período em ciclos individuais poderá variar levemente de ciclo para ciclo.

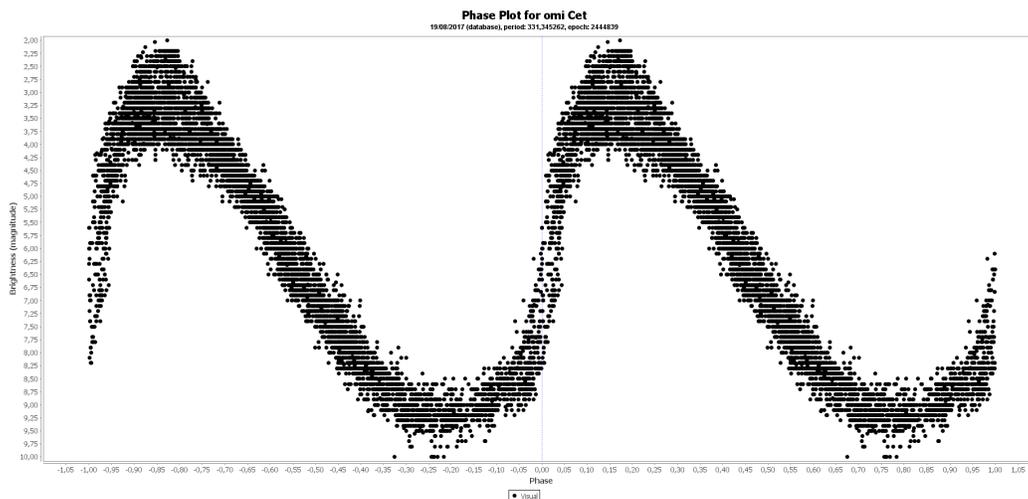


Figura 11.15 – Diagrama de fase de Mira Ceti recalculado pelo CLEANest. (Crédito: AAVSO.)

11.3 Diagramas (O-C)

O diagrama (O-C) é uma poderosa ferramenta para detectar possíveis variações do período da estrela a longo prazo, bem como para verificar se ela possui períodos secundários de variação (WILLSON, 1986). A expressão (O-C) significa "Observado menos Calculado". O termo "observado" se refere a uma estimativa de magnitude de uma estrela qualquer realizada em um determinado momento. O termo "calculado" corresponde à magnitude que a estrela deveria ter naquele instante, segundo uma efeméride previamente existente. Assim a quantidade (O-C) representa a diferença entre o valor *real* da magnitude e o valor *previsto* pela efeméride.

Plotando o valor dessa diferença em função do tempo (ou do número de ciclos), pode-se ter uma excelente indicação da correção ou não da efeméride considerada para o cálculo. De forma geral, ao se construir a primeira efeméride para uma estrela variável, assume-se que seu período seja constante ao longo do tempo. Mas isso não é necessariamente verdadeiro a longo prazo. Em muitos casos, a variável poderá retardar (ou acelerar) seu período, de forma constante ou não. A melhor forma de descobrir se (e por que) isso ocorre é através de uma longa série de observações da estrela ao longo de muitos anos, e da construção do diagrama (O-C) correspondente. O formato do diagrama resultante é importante para corrigir ou atualizar as efemérides anteriores. Mas não só isso: ele serve também para testar modelos teóricos que expliquem o mecanismo que causa a variação do período da estrela e da seus efeitos sobre sua evolução.

O procedimento para a construção de um diagrama (O-C) se inicia pela determinação precisa de uma série real de máximos (ou mínimos, conforme a estrela). Calculam-se as DJ (ou, o que é mais frequente, as HJD) correspondentes a cada observação. Esses serão os valores de "O". A seguir, calculam-se, pela efeméride disponível, os valores da DJ ou HDJ que corresponderiam teoricamente a esses máximos. Esses serão os valores de "C". Plota-se então em um gráfico, no eixo vertical, os valores da diferença (O-C) em dias e, no eixo horizontal, os valores do tempo em DJ ou HDJ (opcionalmente, pode-se indicar também o tempo em anos, ou ainda em número de ciclos). Esse procedimento é repetido (tipicamente ao longo de muitos anos) até que seja possível perceber uma linha de tendência definida no gráfico, cujo formato deverá ser então interpretado. A interpretação de um diagrama (O-C) pode não ser tarefa fácil. Além de testar a correção da efeméride usada, o formato do diagrama pode revelar alterações evolutivas na variável, ou ainda, se a estrela for binária, interações ou troca de massa entre as duas componentes. Vejamos a seguir alguns exemplos mais frequentes de formatos de diagramas (O-C) e sua interpretação. Os diagramas dos exemplos a seguir foram obtidos de KREINER; KIM; NHA, 2000.

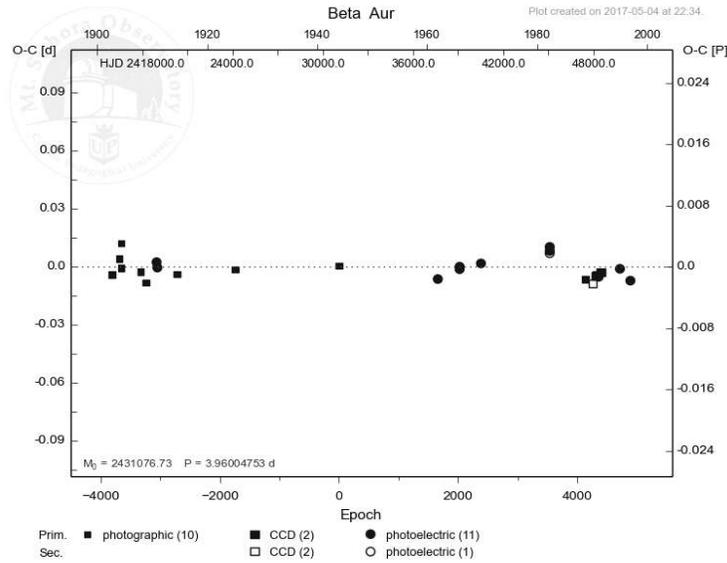


Figura 11.16 – Diagrama (O-C) de Beta Aur de 1900 a 2000. (Crédito: KREINER; KIM; NHA, 2000.)

Se o gráfico for uma reta coincidente com o eixo horizontal (como no caso da Figura 11.16 para Beta Aurigae), isso quer dizer que $(O-C) = 0$, ou seja, que os máximos (ou mínimos) observados são exatamente iguais aos calculados. Em outras palavras, o período de Beta Aur não se alterou em nada durante todo o intervalo de tempo coberto (no caso, todo o século XX), e a efeméride inicial continua válida.

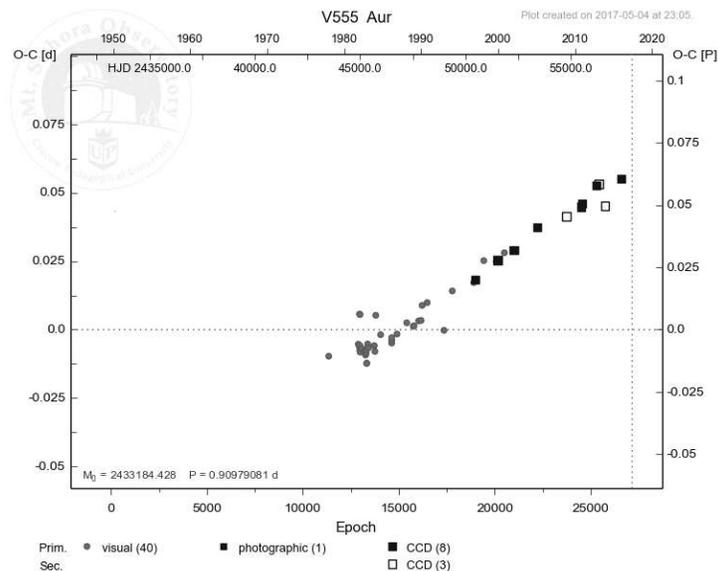


Figura 11.17 – Diagrama (O-C) de V555 Aur de 1980 a 2016. (Crédito: KREINER; KIM; NHA, 2000.)

Se o gráfico for uma reta com coeficiente angular positivo (inclinação crescente), como no caso da Figura 11.17 para V555 Aurigae, isso quer dizer que o período real é *maior*

que o estimado pela efeméride inicial ($O-C > 0$). Analogamente, se o gráfico for uma reta com coeficiente angular negativo (inclinação decrescente), isso significa que o período real é *menor* que aquele estimado pela efeméride inicial ($O-C < 0$). Se o diagrama ($O-C$) é retilíneo e houver uma mudança abrupta da inclinação da reta em qualquer ponto, isso quer dizer que *o período da estrela mudou*, a partir da data correspondente a esse ponto.

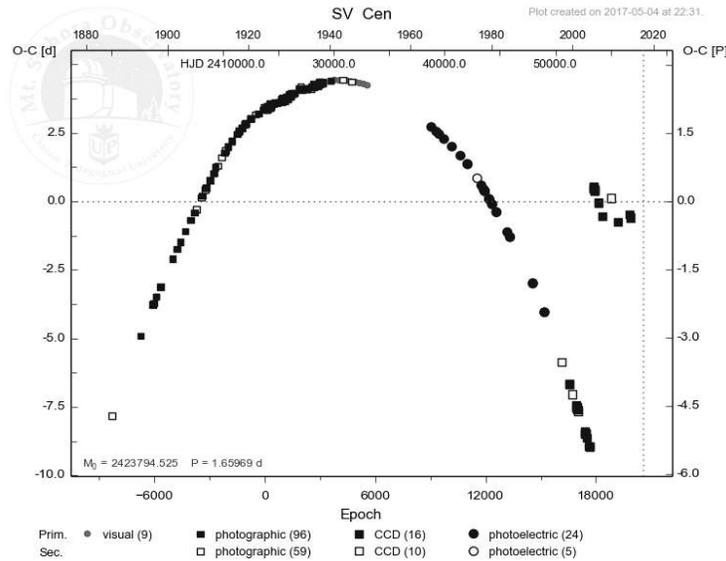


Figura 11.18 – Diagrama ($O-C$) de SV Cen de 1880 a 2016. (Crédito: KREINER; KIM; NHA, 2000.)

Se o gráfico for uma curva parabólica com a concavidade voltada para baixo (inclinação decrescente), como no caso da Figura 11.18 para SV Centauri, isso quer dizer que o período está *diminuindo gradualmente a uma taxa constante*.

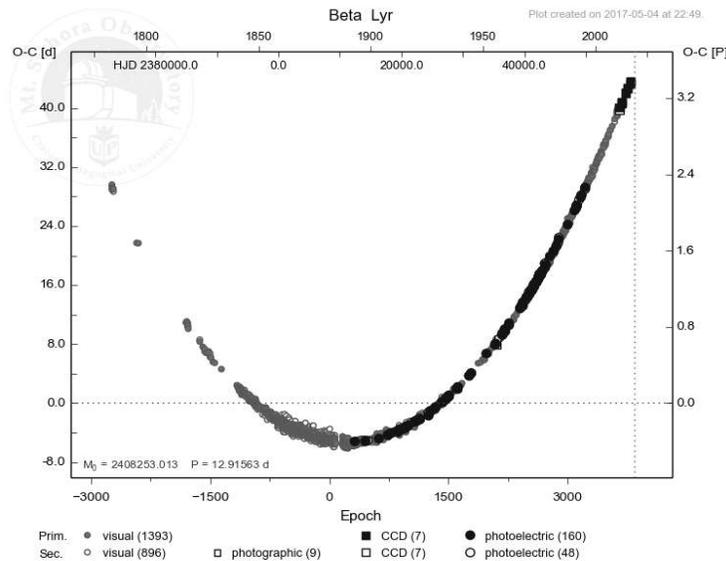


Figura 11.19 – Diagrama ($O-C$) de Beta Lyrae de 1800 a 2016. (Crédito: KREINER; KIM; NHA, 2000.)

Finalmente, se o gráfico for uma curva parabólica com a concavidade voltada para cima (inclinação crescente), isso quer dizer que o período está *aumentando gradualmente a uma taxa constante*. Esse é, por sinal, o caso real da nossa já conhecida binária eclipsante Beta Lyrae, cujo diagrama (O-C) é visto na Figura 11.19.

Beta Lyrae, por sinal, é um excelente exemplo daquilo que pode ser descoberto a partir de tudo o que foi visto neste capítulo. A partir do diagrama (O-C), as efemérides da estrela podem ser recalculadas (ver, por exemplo, KREINER, 2004, que fornece na forma mais atualizada a equação $HJD = 2452510.0 + 12,9423n$). O período orbital de Beta Lyrae teria assim aumentado desde 12,79 dias, quando observada pela primeira vez por John Goodricke (GOODRICKE, 1785), até o atual valor de 12,94 dias.

Baseados em cem anos de observações de Beta Lyrae, outros autores (HARMANEC; SCHOLZ, 1993) calcularam que existe um aumento gradual do período da ordem de 18,9 segundos por ano. A interpretação mais aceita para a causa desse atraso do período é a transferência de massa da componente primária, que é a maior, menos massiva e mais fria do sistema (uma estrela gigante do tipo espectral B7, massa de 3 massas solares e raio 15 vezes o solar) para a componente secundária, que é menor, mais quente e massiva (tipo espectral B0, de massa 13 vezes a solar e raio 6 vezes o raio do Sol). Essa transferência de massa se dá a taxas da ordem de 10^{-5} massas solares por ano (MENNICKENT; DJURASEVIC, 2013), o que significa quatro vezes e meia a massa da Terra a cada ano (BRUTON; LINENSCHMIDT; SCHMUDE, 1996). A idade do sistema é estimada em $2,3 \times 10^7$ anos.

Por esse modelo (Figura 11.20), a componente secundária de Beta Lyrae está totalmente imersa em uma corrente de matéria extraída da primária, que forma um toroide (com a forma de uma câmara de pneu) ao seu redor; o toroide tem um raio da ordem de 28 raios solares e espessura de 11 raios solares (MENNICKENT; DJURASEVIC, 2013).

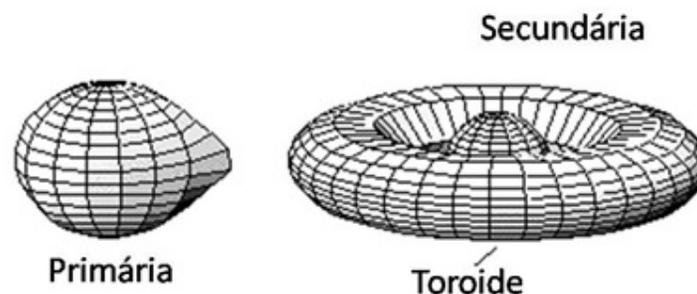


Figura 11.20 – Modelo esquemático do sistema de Beta Lyrae. (Crédito: BRUTON; LINENSCHMIDT; SCHMUDE, 1996.)

11.4 Atividades sugeridas (para professores)

Uma atividade bastante interessante é baixar o programa VSTAR e, usando os dados do banco VSX da AAVSO e/ou as estimativas de magnitude de algumas estrelas cuja observação foi recomendada no Capítulo 10, construir a curva de luz e o diagrama de fase correspondente. Se houver tempo suficiente, o professor poderá também usar o algoritmo DCDFT para estimar o período das variáveis escolhidas.

Referências bibliográficas para o Capítulo 11

BENN, D. Algorithms + observations = VSTAR. An overview of the history and possible future of VSTAR. *Journal of the American Association of Variable Star Observers*, v. 40, p. 852-66, 2012. Disponível em: <<https://www.aavso.org/media/jaavso/2881.pdf>>. Acesso em: 15 de agosto de 2017.

BRUTON, D. Heliocentric Julian Day. Stephen F. Austin State University. 2017. Disponível em: <<http://www.physics.sfasu.edu/astro/javascript/hjd.html>>. Acesso em: 19 de agosto de 2017.

BRUTON, D.; LINENSCHMIDT, R.; SCHMUDE, R.W. Watching β Lyrae evolve. *International Amateur-Professional Photoelectric Photometry Communication*, n. 63, p. 51, 1996. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1996IAPPP..63...51B>>. Acesso em: 12 de agosto de 2017.

FERRAZ-MELLO, S.; QUAST, G.R. Search and determination of periodicity. In: KLECZEK, J. (ed.), *Exercises in Astronomy*. Dordrecht: D. Reidel Publishing Co., p. 231-5, 1987.

FOSTER, G. The CLEANest Fourier Spectrum. *Astronomical Journal*, v. 109:4, p. 1889-1902, 1995. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1995AJ....109.1889F>>. Acesso em: 18 de agosto de 2017.

GOODRICKE, J.; ENGLEFIELD, H.C. Observations of a new variable star. *Philosophical Transactions of the Royal Society of London*, 75, p. 153-64, 1785. Disponível em: <<http://rstl.royalsocietypublishing.org/>>. Acesso em: 14 de agosto de 2017.

HARMANEC, P.; SCHOLZ, G. Orbital elements of β Lyrae after the first 100 years of investigation. *Astronomy and Astrophysics*, v. 279, n. 1, p. 131-47, 1993. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1993A%26A...279..131H>>. Acesso em: 13 de agosto de 2017.

KREINER, J.M. Up-to-date linear elements for eclipsing binaries. *Acta Astronomica*, v. 54, p. 207, 2004. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2004AcA....54..207K>>. Acesso em: 21 de agosto de 2017.

KREINER, J.M.; KIM, C.H.; NHA, I.S. An atlas of O-C diagrams of eclipsing binary stars. *Mt. Suhora Astronomical Observatory of Cracow Pedagogical University*, 2000. Disponível em: <<http://www.as.up.krakow.pl/o-c/index.php3>>. Acesso em: 20 de agosto de 2017.

KUKARKIN, B.V. et al. *General Catalog of Variable Stars: the 3rd edition containing information on 20.437 variable stars discovered and designated till 1968*. Moscow: Astronomical Council of the Academy of Sciences in the USSR, p. A23-A40, 1969.

MENNICKENT, R.E.; DJURASEVIC, G. On the accretion disc and evolutionary stage of β Lyrae. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 432, issue 1, p. 799-809, 2013. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2013MNRAS.432..799M>>. Acesso em: 20 de agosto de 2017.

RICHMOND, M. Looking for the period. Notas de aula. Physics 445: Observational Astronomy, Rochester Institute of Technology, 2013. Disponível em: <<http://spiff.rit.edu/classes/phys445/lectures/period/period.html>>. Acesso em: 17 de agosto de 2017.

TEMPLETON, M. Time-series analysis of variable star data. *Journal of the American Association of Variable Star Observers*, v. 32, p. 41-54, 2004. Disponível em: <<https://www.aavso.org/media/jaavso/2059.pdf>>. Acesso em: 15 de agosto de 2017.

WILLSON, L.A. The (O-C) diagram: a useful tool. In: PERCY, J.R. (ed.), *The study of variable stars using small telescopes*. Cambridge: Cambridge University Press, p. 219-28, 1986.

%%%%%%%%%

Guia de estudos “Astrofísica Estelar para o Ensino Médio”

Capítulo 12 - Aprendendo (astro)física com as estrelas variáveis

As informações obtidas através da observação sistemática das estrelas variáveis ao longo de muitos anos têm sido uma rica fonte de dados para a Astrofísica moderna: através delas, pesquisadores conseguiram determinar não apenas as características das estrelas e sua evolução, como também suas distâncias, a estrutura e a rotação da nossa Via Láctea e de outras galáxias, e até mesmo a escala de distâncias do Universo, bem como sua expansão e idade.

Menos conhecidas, talvez, são as oportunidades que as estrelas variáveis oferecem para a educação em ciência: além de facilitar o aprendizado de fundamentos de Física e Matemática, o fato de sua observação ser acessível e poder ser realizada com instrumental modesto torna factível uma primeira exposição dos alunos ao método científico. Ao realizarem suas observações, coletarem os dados empíricos e analisá-los à luz da lógica e dos ensinamentos recebidos, eles estarão aplicando, de forma simples, prática e atraente, a metodologia usada em ciência – proporcionando assim o desenvolvimento das aptidões para as atividades de pesquisa.

Nos capítulos anteriores, estudamos os princípios físicos sobre os quais o estudo das estrelas variáveis se baseia; aprendemos também a localizá-las no céu, a medir sua magnitude, a construir suas curvas de luz e a analisar os dados provenientes de nossas observações. Estamos finalmente em posição de compreender o significado astrofísico e a importância científica dos resultados obtidos. Este capítulo final é dedicado a essa tarefa: para isso, detalharemos a importância astrofísica de dois tipos de variáveis: as Cefeidas clássicas (para determinação de distâncias) e as Miras (para estudo das fases finais de evolução estelar), propondo a seguir, para cada tipo, um projeto especial de observação, de utilidade científica e que pode ser realizado com instrumentos simples.

12.1 Cefeidas clássicas: a chave para medir o Universo

12.1.1 A descoberta da relação período-luminosidade (P-L)

No ano de 1908, a astrônoma norte-americana Henrietta Swan Leavitt publicou, nos *Annals of Harvard College Observatory*, um artigo em que relatava a descoberta de nada menos que 1777 novas estrelas variáveis nas Nuvens de Magalhães, galáxias satélites da Via Láctea (LEAVITT, 1908). Essas variáveis haviam sido identificadas com base em um minucioso trabalho de análise de dezenas de placas fotográficas obtidas entre 1893 e 1906 com o telescópio Bruce de 24 polegadas de abertura na estação austral do Observatório Harvard, situada em Arequipa, no Peru. Dentre as variáveis catalogadas por Leavitt, dezesseis delas (todas situadas na Pequena Nuvem de Magalhães, ou PNM) apareciam em um número suficiente de placas para permitir a

determinação de seus períodos de variação (ou pulsação). Ao listá-las no artigo, ela observa pela primeira vez um fato: “É digno de nota... que as variáveis mais brilhantes possuem os períodos mais longos” (LEAVITT, 1908, p. 107, tradução nossa).

Apenas quatro anos depois (LEAVITT; PICKERING, 1912), ela conseguiria traduzir essa notável observação na primeira formulação precisa daquilo que passaria a ser conhecido como *relação período-luminosidade* (P-L): os brilhos aparentes de 25 variáveis da PNM estudadas nesse novo artigo aumentavam linearmente com os logaritmos de seus períodos. Ou, dito da forma mais usada nos dias de hoje, as magnitudes aparentes dessas estrelas diminuía linearmente com os logaritmos de seus períodos. É provável que Leavitt já imaginasse o extraordinário alcance potencial e a importância que a relação P-L teria futuramente como indicador de distâncias astronômicas, pois no artigo ela menciona que “Como as variáveis estão provavelmente a aproximadamente a mesma distância da Terra, seus períodos estão aparentemente associados à sua emissão real de luz”. Ou seja: uma vez que todas as estrelas se encontram à mesma distância de nós, a relação entre seus brilhos aparentes medidos é a mesma que entre as suas luminosidades intrínsecas. Esse fato é o que permite a estimativa da distância em que a estrela se encontra. Leavitt indica em seguida os passos seguintes: “As classes espectrais devem ser determinadas para tantos desses objetos quantos for possível. Espera-se também que as paralaxes de algumas variáveis desse tipo possam ser medidas” (LEAVITT; PICKERING, 1912, p. 3, tradução e grifo nossos).

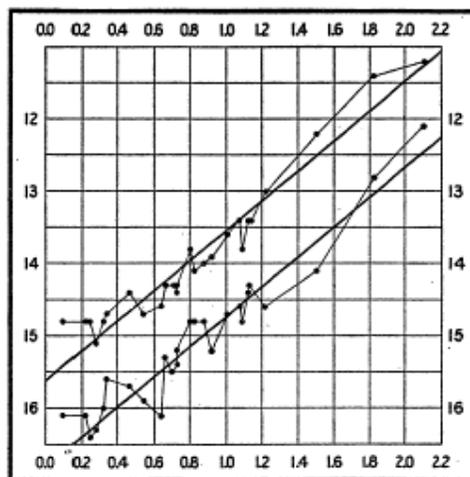


Figura 12.1 – Relação período-luminosidade original de Henrietta Leavitt, tal como apresentada na Figura 2 de LEAVITT; PICKERING (1912). As abscissas representam os logaritmos dos períodos (em dias); as ordenadas, as respectivas magnitudes nos máximos e nos mínimos. Leavitt escreve: “Linhas retas podem ser traçadas facilmente entre as séries de pontos correspondentes aos máximos e aos mínimos, mostrando que existe uma relação simples entre os brilhos das variáveis e os seus períodos”. (LEAVITT; PICKERING, 1912, p. 2, tradução nossa.)

Nos anos a seguir, essas calibrações da relação P-L seriam efetuadas – não mais por Leavitt, mas por diversos outros astrônomos da época. De acordo com Fernie (1969), contribuições essenciais nesse sentido foram feitas, entre outros, por Ejnar Hertzsprung (1913) e Harlow Shapley (1918, 1919). Hertzsprung usou pela primeira vez o termo “Cefeidas” para designar as variáveis dessa classe (segundo o seu protótipo, a estrela Delta Cephei), estabeleceu a primeira calibração para os dados de Leavitt e, com base nela, calculou a distância da Pequena Nuvem de Magalhães como 30.000 anos-luz – resultado esse que, por um infeliz erro de impressão do artigo, foi publicado incorretamente como sendo de 3.000 anos-luz. Apenas como uma comparação, os resultados mais recentes para a distância da Pequena Nuvem apontam para valores em torno de 202.000 anos-luz (GRACZYK et al., 2014). Apesar do erro de impressão, entretanto, o cálculo de Hertzsprung foi o primeiro uso da relação P-L para calcular uma distância que hoje sabemos ser extragaláctica (HERTZSPRUNG, 1913). Na mesma linha, Shapley ampliou a amostra de estrelas e aperfeiçoou a relação de Leavitt, encontrando uma relação quantitativamente significativa entre as luminosidades *reais* das estrelas (expressas através das suas *magnitudes absolutas*) e a duração dos seus períodos de variação, além de sugerir uma relação entre essas luminosidades intrínsecas e as cores das Cefeidas (SHAPLEY, 1918; SHAPLEY, 1919). Em trabalhos posteriores, contudo, Shapley cometeria inadvertidamente uma incorreção, ao incorporar à sua amostra algumas variáveis pulsantes encontradas nos aglomerados globulares. Ele desconhecia o fato de que essas estrelas não eram exatamente do mesmo tipo que as Cefeidas clássicas – aquelas descobertas por Leavitt – e assim obedeciam a uma relação P-L um pouco diferente. O erro introduzido por Shapley só seria evidenciado na década de 1950 por Walter Baade, que classificou as Cefeidas em dois grupos, de acordo com a respectiva população estelar: as Cefeidas clássicas pertenciam à População I (localizada no disco galáctico), enquanto as Cefeidas da População II habitavam os aglomerados globulares e o halo (BAADE, 1956). Como veremos mais adiante, o erro na calibração de Shapley traria certa distorção nos valores obtidos nas primeiras determinações das distâncias extragalácticas e das dimensões do próprio Universo.

12.1.2 As Cefeidas como indicadores das distâncias extragalácticas

Geralmente se atribuem ao astrônomo norte-americano Edwin Hubble (1889-1953) as mais espetaculares aplicações da relação P-L para medidas de distâncias astronômicas. A primeira delas data de 1925. Até esse ano, havia uma intensa controvérsia sobre a natureza das chamadas “nebulosas espirais”: seriam elas grandes galáxias externas à nossa Via Láctea, ou eram apenas nuvens de gás e estrelas distantes, porém pertencentes à nossa própria galáxia, que teria assim imensas proporções? A mais famosa dessas discussões ocorreu em 1920 na National Academy of Sciences, em Washington, entre Harlow Shapley e Heber D. Curtis, e foi chamada de “O Grande

Debate” (uma boa síntese do que foi discutido nesse evento pode ser lida em HOSKIN, 1976). Nem mesmo esse debate, no entanto, permitiu uma conclusão convincente. A única maneira segura de demonstrar qual das duas visões do Universo era correta seria determinar as distâncias reais desses objetos. E foi precisamente isso que Hubble fez: utilizando o telescópio Hooker de 2,5 m em Mount Wilson, Hubble foi capaz de identificar Cefeidas em duas “nebulosas espirais”: M31 (Andrômeda) e M33 (Triângulo). Usando a relação período-luminosidade de Leavitt e a curva de calibração que Shapley havia estabelecido poucos anos antes, Hubble conseguiu determinar a distância aos dois objetos, demonstrando, sem margem para dúvidas, que ambos se encontravam fora da nossa Via Láctea (HUBBLE, 1925). Estava estabelecida finalmente a escala cósmica de distâncias. Poucos anos após, ele refinaria o cálculo da distância de Andrômeda (HUBBLE, 1929a). Hoje sabemos que o resultado obtido por Hubble para M31 (cerca de 900.000 anos-luz) estava subestimado: as estimativas atuais colocam essa galáxia à distância de aproximadamente 2.500.000 anos-luz (VAN DEN BERGH, 2000). A diferença entre os valores calculados por Hubble e os atuais se deve principalmente ao erro da calibração de Shapley (causado pelo desconhecimento da existência de dois tipos distintos de Cefeidas), além da falta de uma correção devida à existência da extinção interestelar – um fator que só seria conhecido a partir da década seguinte (TRUMPLER, 1930).

A definição da natureza real das “nebulosas espirais” (que hoje chamamos de *galáxias*) foi a demonstração definitiva da importância fundamental da relação P-L de Cefeidas como indicador de distâncias astronômicas. Há muito se sabia que as distâncias no Universo são tão vastas que seria impossível medi-las diretamente – ou mesmo usar um único método que pudesse servir para toda a imensa gama de distâncias cósmicas. As medidas feitas por paralaxe, o método mais usado até o início do século XX, eram restritas a distâncias relativamente pequenas: aquelas internas ao Sistema Solar ou a estrelas mais próximas, situadas – quando muito – a poucas centenas de anos-luz. A relação P-L parecia um indicador de distâncias quase perfeito: as Cefeidas são objetos muito luminosos e, portanto, podem ser identificadas a grandes distâncias; sua identificação não é ambígua; a medição dos períodos é relativamente simples, e assim por diante. Madore e Freedman (1998) listam oito razões inquestionáveis pelas quais as Cefeidas devem ser consideradas “o indicador de distâncias ideal”, tanto no contexto galáctico como no extragaláctico. Não é de espantar, portanto, que elas começassem a ser usadas para uma multiplicidade de aplicações astrofísicas, como, por exemplo, o mapeamento da absorção interestelar e certos efeitos rotacionais (JOY, 1939), a definição da estrutura da Galáxia (Via Láctea) e o delineamento do formato dos seus braços espirais (FERNIE, 1995), medidas da rotação galáctica e do gradiente de metalicidade nas regiões mais externas da Galáxia (PONT et al., 1995), distâncias de aglomerados abertos e globulares na Galáxia e nas Nuvens de Magalhães (FEAST, 1999), gradientes de abundância ao longo do disco galáctico e a evolução química do

disco (PEDICELLI et al., 2009). Muito recentemente, foram descobertas Cefeidas nas vizinhanças do centro galáctico, e a sua distribuição espacial sugere uma revisão na história de formação estelar recente nessa região (MATSUNAGA, 2016).

12.1.3 As Cefeidas e a expansão e idade do Universo

Foi na área da Cosmologia que a aplicação da relação P-L das Cefeidas se tornou mais famosa. Essa foi a segunda realização notável de Edwin Hubble na década de 1920: a descoberta da expansão do Universo e da lei empírica que passou a ser conhecida como “lei de Hubble”. Para chegar a essas conclusões, Hubble e seu parceiro Milton Humason (1891-1972) se dedicaram durante vários anos da década de 1920 à obtenção de espectros de dezenas de galáxias distantes, usando mais uma vez o telescópio de 2,5 m de Mount Wilson. Além disso, aproveitaram os espectros de várias galáxias, cujas velocidades radiais já haviam sido medidas por Vesto Slipher (1875-1969) na década anterior (SLIPHER, 1913, 1915). Hubble e Humason notaram que praticamente todas as galáxias apresentavam suas linhas espectrais desviadas para o vermelho (*redshifts*), indicando que essas galáxias se afastavam de nós. Medindo esses *redshifts*, conseguiram determinar as velocidades de recessão de cada uma das galáxias observadas. Paralelamente, e mais uma vez com base na relação período-luminosidade das Cefeidas, Hubble conseguiu estimar as distâncias de algumas dezenas delas. Ao colocar em um gráfico as velocidades versus as distâncias medidas, Hubble observou que as velocidades com que as galáxias se afastam (velocidades de recessão) são diretamente proporcionais às suas distâncias (HUBBLE, 1929b). Dito de outra forma: quanto mais distante a galáxia, maior a sua velocidade de recessão.

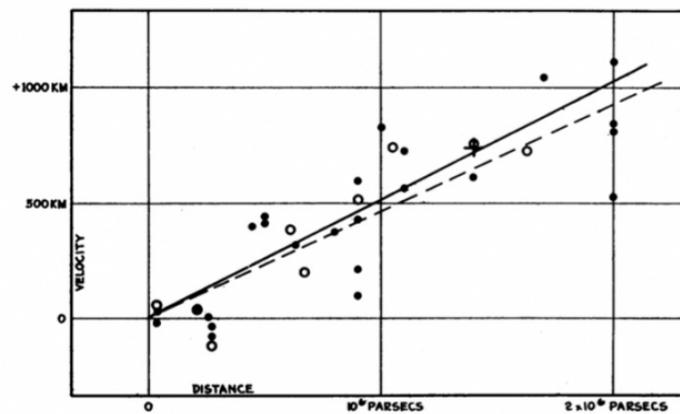


FIGURE 1
Velocity-Distance Relation among Extra-Galactic Nebulae.

Figura 12.2 – A Lei de Hubble: Relação entre as velocidades radiais e as distâncias das nebulosas extragalácticas. (Gráfico original publicado em HUBBLE, 1929b.)

A expressão matemática desse gráfico passou a ser conhecida como “lei de Hubble”:

$$V = H_0 D \quad (12.1)$$

...sendo V e D respectivamente a velocidade de recessão e a distância da galáxia; e o parâmetro H_0 , a “constante de Hubble”. As primeiras medidas de H_0 , feitas por Hubble e Humason, apontavam seu valor como cerca de 560 km/s por megaparsec (HUBBLE; HUMASON, 1931). Porém, esse resultado estava superestimado, pois (como vimos) as distâncias extragalácticas obtidas por Hubble estavam subestimadas. Os valores atuais para H_0 estão em torno de 72 km/s por megaparsec (FREEDMAN et al., 2001).

A lei de Hubble, anunciada em janeiro de 1929, foi logo interpretada como a primeira evidência observacional da expansão do Universo. Lembremos que o primeiro modelo cosmológico moderno (proposto por Albert Einstein no ano de 1917) implicava em um Universo estático e finito. Na década de 1920, o matemático russo Alexander Friedmann e o astrônomo e abade belga Georges Lemaître propuseram novas soluções matemáticas para as equações de campo de Einstein, que conseguiam descrever um Universo dinâmico. Lemaître, por sinal, foi mais longe: no mesmo artigo em que propunha seu modelo cosmológico (LEMAÎTRE, 1927), ele antecipou em dois anos as descobertas de Hubble (KRAGH, 2014), demonstrando a expansão do Universo com base nas observações de Vesto Slipher¹¹⁹. A equação 24 do artigo de Lemaître era exatamente a relação que, dois anos depois, viria a ser conhecida como lei de Hubble (LUMINET, 2014). Em 1931, a partir do conceito do Universo em expansão, Lemaître também formulou pela primeira vez uma teoria (“do átomo primordial”, ou “do ovo cósmico”) na qual o Universo teria evoluído a partir de um estado inicial extremamente compacto. Essa teoria, apenas quinze anos depois, seria aperfeiçoada pelo físico russo George Gamow e se tornaria mais conhecida como teoria do “Big Bang”, que é considerada o modelo cosmológico padrão nos dias atuais.

O raciocínio de Lemaître pode ser visualizado com o auxílio da constante de Hubble: se o Universo atualmente se expande (aumenta de tamanho com o tempo), é natural supor que no passado ele era menor. E, se retroagirmos por um tempo suficiente, chegaríamos ao estado do “átomo primordial”, em que todo o Universo existente se comprimiria em um volume incredivelmente pequeno – para fixar ideias, digamos, um ponto. Podemos estimar de forma aproximada qual foi esse tempo, que corresponderia à idade do Universo. Lembremos que a constante de Hubble H_0 nada mais é do que a *taxa segundo a qual o Universo se expande atualmente*. Como uma

¹¹⁹ Apesar de ter descoberto a expansão do Universo dois anos antes de Hubble, o jovem Lemaître publicou seus resultados em francês e em uma obscura revista belga. Talvez se deva a isso a pouca repercussão de suas ideias entre os cientistas da época (enquanto Hubble, por outro lado, já era uma celebridade). Não há evidências de que Hubble tenha lido o artigo original de Lemaître. Só em 1931 esse artigo seria traduzido para o inglês e publicado no *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*.

simplificação (não necessariamente correta), façamos a suposição de que essa taxa tenha se mantido constante ao longo do tempo. Pela lei de Hubble, sabemos que H_0 , dimensionalmente, expressa uma relação entre velocidade e distância. Mas como a velocidade é uma relação entre distância e tempo, resulta que a constante de Hubble é expressa por uma relação entre (distância / tempo x distância), ou, de forma mais simples, (1/tempo). *Em outras palavras, o inverso de H_0 tem, dimensionalmente, unidades de tempo.* Assim, se admitirmos como válido o valor moderno de H_0 – cerca de 72 km/s por megaparsec – poderemos estimar, grosso modo, a idade do Universo como sendo o inverso desse valor – naturalmente, tomando o cuidado de converter antes as unidades de medida (1 megaparsec = 1 milhão de parsecs = $3,086 \times 10^{19}$ km). Fazendo os cálculos, resulta que a idade do universo é da ordem de $4,3 \times 10^{17}$ segundos, ou ainda cerca de 13,8 bilhões de anos.

Até que ponto esse resultado pode ser considerado razoável? A resposta está relacionada à exatidão do valor de H_0 usado. Ora, desde os primeiros resultados publicados por Hubble e Humason, e ao longo de todo o século XX, muitos astrônomos procuraram determinar valores mais precisos para a constante de Hubble, obtendo resultados que variavam entre 50 e 100 km/s por megaparsec. Na virada do milênio, resolver essa questão era uma das mais importantes tarefas da Astronomia Observacional, principalmente pelas suas evidentes implicações cosmológicas. Com o lançamento do telescópio espacial *Hubble*, este passou a ser o projeto prioritário (*key project*) desse novo instrumento. Após um longo trabalho de pesquisa no qual foram calculadas e revisadas com grande precisão as distâncias de 31 galáxias usando-se a relação P-L das Cefeidas nelas localizadas, a equipe do Hubble Key Project publicou em 2001 seu relatório final, que estipulava o valor de H_0 como 72 ± 8 km/s por megaparsec (FREEDMAN et al., 2001). Este valor é justamente o que utilizamos acima para a estimativa da idade do Universo. Depois da publicação dos resultados de Freedman et al. (2001), outras determinações foram feitas, usando diferentes métodos. Todas elas foram consistentes com os resultados da equipe do Hubble Key Project, e é isso o que nos permite situar a idade atual do Universo entre 13,6 bilhões e 13,8 bilhões de anos. Assim, não deixa de ser admirável que a relação P-L descoberta por Henrietta Leavitt há mais de um século ainda permaneça nos dias de hoje como uma das melhores formas de medir distâncias em Astronomia, e que suas consequências tenham sido tão profundas e significativas para nosso conhecimento do Universo e sua evolução.

12.1.4 Um projeto observacional: a relação P-L das Cefeidas

Neste tópico, descreveremos uma sequência de procedimentos que permitem, a partir da observação visual de uma variável Cefeida com instrumentos simples e do uso da relação período-luminosidade, obter a distância da estrela, e a seguir sua luminosidade e vários outros parâmetros físicos. Este experimento tem sido proposto anualmente,

como um projeto observacional, para os alunos do curso de Técnicas de Observação, que o autor ministra desde 2005 como parte da grade de cursos oferecida pelo CASP nas dependências do IAG (ver a Introdução desta monografia). Embora se trate de ensino não-formal, o curso é aberto a todos os interessados que estejam familiarizados com a Matemática e a Física do Ensino Médio, não havendo assim nenhum obstáculo a que o mesmo roteiro seja aplicado no ensino formal. Para facilitar a realização do experimento, indicamos abaixo seu roteiro em três passos consecutivos, todos de acordo com os tópicos já vistos no presente trabalho. Em cada caso, citamos, como lembrete, o item e capítulo em que cada tópico foi detalhado.

Passo 1 – Escolha da estrela: Tomamos como princípio que seja mais conveniente para a maior parte dos alunos que a observação seja realizada às primeiras horas da noite e não durante a madrugada. Convém ainda que a estrela-alvo não apresente dificuldade para sua localização e que seja brilhante o suficiente para que possa ser observada mesmo das grandes cidades (nesse caso com uso de binóculos). Considerando essas premissas, recomenda-se a escolha de uma das estrelas listadas na Tabela 12.1 (de acordo com a época do ano mais favorável para a observação). Com exceção de ℓ Carinae (cujas observações podem ser feitas a cada duas noites), as estimativas devem ser feitas em todas as noites que o tempo permita. A duração do período de observação deve ser de ao menos três meses (para ℓ Car) ou dois meses (para as demais estrelas).

Estrela	Ascensão reta (J2000)	Declinação (J2000)	Magnitudes (V)	Período (dias)	Melhor época para observação
Beta Doradus	05h33m38s	-62°29'23"	3,46 – 4,08	9,8426	novembro - abril
ℓ Carinae	09h45m15s	-62°30'28"	3,35 – 4,06	35,55560	janeiro - junho
X Sagittarii	17h47m34s	-27°49'51"	4,20 – 4,90	7,01283	maio - novembro
W Sagittarii	18h05m01s	-29°34'48"	4,29 – 5,14	7,59503	maio - novembro
Eta Aquilae	19h52m28s	+01°00'20"	3,48 – 4,33	7,176915	junho - dezembro

Tabela 12.1 - Cefeidas recomendadas para este projeto. (Dados conforme SAMUS et al., 2017.)

Passo 2 – Observação e registro dos dados: As estimativas de magnitude devem ser realizadas segundo o método de Pickering, já detalhado aqui nos itens 10.3 e 10.6 do capítulo 10. As cartas celestes necessárias para a localização da estrela são aquelas mencionadas no item 3.5 do capítulo 3. Para a escolha das estrelas de comparação, podem-se usar cartas da AAVSO, preparadas como descrito no item 10.5 do capítulo 10 (excepcionalmente, para os projetos deste capítulo, incluímos no Apêndice A cartas de busca para as estrelas listadas na Tabela 12.1). A curva de luz deve ser preparada segundo os procedimentos vistos no item 10.7 do capítulo 10. Finalmente, o diagrama de fase e a determinação do período podem ser feitos conforme indicado nos itens 11.1 e 11.2 do capítulo 11.

Passo 3 – Cálculo da distância da estrela: A partir da curva de luz obtida para a estrela, temos os valores de seu período (P) e das magnitudes aparentes no brilho máximo e mínimo. Uma vez conhecidas essas últimas grandezas, teremos também de imediato a magnitude aparente média da estrela (m_V), que pode ser obtida graficamente ou por uma média aritmética simples.

Desde a formulação original de Henrietta Leavitt, vários foram os aperfeiçoamentos introduzidos na relação P-L, baseados em uma multiplicidade de calibrações empíricas propostas por numerosos astrônomos durante todo o século XX. Naturalmente, por serem todas empíricas e baseadas em amostras de Cefeidas em localizações distintas, com pequenas variações nas suas metalicidades (composições químicas) e cores, elas levam a fórmulas com coeficientes levemente diferentes; os resultados finais, porém, são essencialmente equivalentes, dentro da margem de incerteza de cada calibração. Uma excelente compilação das formulações mais atualizadas da relação P-L para as Cefeidas da Via Láctea pode ser vista em BENEDICT et al. (2007). Dentre elas, escolhemos para nosso uso a mais recente, proposta em 2006 pelos mesmos autores:

$$M_V = -2,43 (\log P - 1) - 4,05 \quad (12.2)$$

Nessa equação, P representa o período e M_V , a magnitude absoluta. Introduzindo o valor medido para P na fórmula acima, calcula-se facilmente o valor de M_V . Uma vez obtido esse valor, podemos levá-lo à equação do módulo de distância, que deduzimos no item 5.7 do capítulo 5. Lembramos que essa equação expressa a relação entre as magnitudes aparente (m_V) e absoluta (M_V), e a distância D à qual se encontra a estrela, e que ela é escrita como segue:

$$m_V - M_V = 5 \log D - 5 \quad (12.3)$$

Lembramos ainda que nessa equação a distância D é necessariamente dada em parsecs.

Cabe aqui um refinamento: uma aproximação ainda melhor poderá ser alcançada, se levarmos em conta a extinção interestelar (A_V) na direção da variável. A extinção é

causada pela absorção e espalhamento da luz da estrela pelas partículas de poeira e gás do meio interestelar existente entre ela e nós. A extinção não é um dado fácil de ser obtido, pois ela não é homogênea em todas as direções e não tem um valor único para toda a Via Láctea; ao contrário, ela varia muito de acordo com a linha de visada em que a estrela se encontra quando vista da Terra. Assim, para conseguirmos o valor da extinção, deveremos procurar na literatura pesquisas que tenham sido feitas anteriormente por outros cientistas para cada estrela específica. Nem sempre isso estará disponível, mas, no caso das nossas Cefeidas recomendadas na Tabela 12.1, felizmente podemos recorrer a BENEDICT et al. (2007) ou a LANEY; STOBIE (1993) para obter a extinção correta. Em outros casos, poderá ser adotado um valor aproximado, mas isso resultará em uma incerteza maior no cálculo da distância.

Caso A_V esteja disponível, a equação (12.3) se transformará na equação (12.4) abaixo:

$$m_V - M_V = 5 \log D - 5 + A_V \quad (12.4)$$

Um exemplo numérico real ajudará a entender melhor os passos acima. Em 2011, um grupo de sete alunos de nosso curso de Técnicas de Observação (Ester Olin, Fabio Fujiwara, Leandro Oliveira, Luis Carlos Nascimento, Luiz Mantovani, Marcelo Fontana e Márcio Senday) realizou um acompanhamento minucioso da estrela variável Cefeida ℓ Carinae durante os meses de março a junho com nossa orientação. Foram efetuadas 74 estimativas da magnitude visual pelo método de Pickering com uso de binóculos. A curva de luz obtida indicou magnitudes de 3,3 e 4,1, respectivamente, no máximo e no mínimo. O período foi medido, resultando em 35,94 dias (FUJIWARA et al., 2011). Embora todos os alunos já conhecessem os conceitos necessários de reconhecimento do céu e astronomia de posição para localizar a estrela, nenhum deles tinha experiência anterior em estimar magnitudes visualmente. A seguir, iremos utilizar os dados por eles obtidos e a relação período-luminosidade segundo a formulação de BENEDICT et al. (2007) para demonstrar o cálculo da distância de ℓ Carinae. Usemos inicialmente a equação (2) para obter a magnitude absoluta M_V :

$$M_V = -2,43 (\log P - 1) - 4,05$$

$$M_V = -2,43 (\log (35,94) - 1) - 4,05$$

$$M_V = -5,40$$

Para a extinção interestelar no caso de ℓ Carinae, a referência de BENEDICT et al. (2007) indica $A_V = 0,52$. Assim, usando agora a equação (4) para calcular a distância, temos:

$$m_V - M_V = 5 \log D - 5 + A_V$$

$$3,7 + 5,40 = 5 \log D - 5 + 0,52$$

$$D = 520 \text{ parsecs}$$

Como se compara esse resultado com aqueles obtidos por pesquisadores profissionais com equipamentos bem mais sofisticados? Em DAVIS et al. (2009) podemos encontrar uma listagem de sete resultados para a distância de ℓ Carinae, obtidos modernamente por pesquisadores com o uso de métodos e instrumentais variados (incluindo o satélite *Hipparcos* e o *Hubble Space Telescope*). As distâncias obtidas por esses diversos processos variaram entre 485 ± 64 parsecs e 566^{+24}_{-16} parsecs, o que é bastante consistente com o resultado de 520 parsecs obtido através das observações feitas com simples binóculos pelo grupo de alunos. Pode-se concluir que, desde que as observações sejam feitas de acordo com a técnica correta, de maneira criteriosa e com esmero (como foi o caso desse grupo de alunos), o uso prático da relação P-L pode produzir resultados muito satisfatórios, mesmo com instrumental modesto.

12.1.5 Conclusões e desdobramentos. Cálculo dos parâmetros físicos da estrela

Pode-se depreender dos tópicos anteriores que a relação período-luminosidade das Cefeidas constitui uma das formas mais seguras e confiáveis de medir distâncias em Astronomia – problema que era um dos maiores obstáculos ao desenvolvimento da Astrofísica e da Cosmologia até o início do século XX. As Cefeidas são estrelas muito luminosas e são encontradas em todos os tipos de galáxias. Em consequência, podem ser usadas como indicadores de distância para objetos que se situam em uma gama muito ampla de distâncias: desde dezenas de anos-luz até dezenas de milhões de anos-luz. Por tudo isso, elas se converteram no elo que faltava para estabelecer o que modernamente se chama de “escala cósmica de distância” (ou, na terminologia inglesa, “*cosmic distance ladder*”): a sucessão de métodos e técnicas usadas pelos pesquisadores para calcular as distâncias astronômicas, possibilitando o estudo da estrutura e evolução do Universo.

Finalmente, é relevante comentar que, uma vez que a distância de uma Cefeida qualquer tenha sido calculada, é possível determinar também vários parâmetros físicos intrínsecos da estrela, a partir de equações conhecidas e disponíveis na literatura astronômica. Vejamos alguns deles:

1. A luminosidade da estrela em relação ao Sol pode ser estimada a partir da sua magnitude absoluta (obtida pela relação período-luminosidade). Basta aplicarmos a lei de Pogson, na forma já vista no item 5.7 do capítulo 5:

$$M_{\odot} - M_V = 2,5 \log (L_V / L_{\odot}) \quad (12.5)$$

Lembramos que, nessa equação, (M_{\odot} e L_{\odot}) e (M_V e L_V) representam respectivamente a magnitude absoluta e a luminosidade do Sol e as da estrela sob análise. Como exemplo: no caso de ℓ Carinae que vimos no item anterior, havia sido obtida $M_V = -5,40$. A magnitude absoluta do Sol é uma constante bem conhecida, cujo valor é $M_{\odot} = +4,83$. Substituindo na equação (12.5),

$$4,83 + 5,40 = 2,5 \log (L_V / L_{\odot})$$

$$\log (L_V / L_{\odot}) = 4,09$$

$$(L_V / L_{\odot}) = \mathbf{12.300}$$

Esse resultado indica que ℓ Carinae emite uma energia 12.300 vezes maior que o Sol a cada segundo.

- Podemos também estimar a massa \mathcal{M} da estrela, se usarmos uma equação que exprima a relação entre massa e luminosidade para as variáveis Cefeidas. Essa equação está disponível na literatura (STOBIE, 1969):

$$\log (\mathcal{M} / \mathcal{M}_{\odot}) = 0,28 \log (L_V / L_{\odot}) - 0,35 \quad \mathbf{(12.6)}$$

Para nosso exemplo de ℓ Carinae, substituindo os valores numéricos, temos:

$$\log (\mathcal{M} / \mathcal{M}_{\odot}) = 0,28 \times 4,09 - 0,35$$

...resultando $(\mathcal{M} / \mathcal{M}_{\odot}) = \mathbf{6,24}$. Podemos concluir assim que nossa Cefeida ℓ Carinae possui massa equivalente a mais de seis vezes a massa solar.

- O raio da estrela pode ser estimado a partir de uma equação que exprima a relação entre os períodos e os raios das Cefeidas. Essa equação está também disponível na literatura (TURNER; BURKE, 2002):

$$\log (R_V / R_{\odot}) = 1,064 + 0,750 \times \log P \quad \mathbf{(12.7)}$$

Para nosso exemplo de ℓ Carinae, substituindo o valor obtido para P, temos:

$$\log (R_V / R_{\odot}) = 2,23$$

...ou seja, $(R_V / R_{\odot}) = \mathbf{170}$. Nossa estrela tem raio equivalente a 170 raios solares.

- A temperatura efetiva da estrela pode ser estimada aplicando a equação de Stefan-Boltzmann, que vimos no item 6.1.3 do capítulo 6:

$$L = 4 \pi R^2 \sigma T^4 \quad \mathbf{(12.8)}$$

Como L e R (em unidades solares) já foram calculados nas etapas 1 e 3 acima, basta substituir nessa fórmula os valores numéricos bem conhecidos da constante de Stefan-Boltzmann ($\sigma = 5,67 \times 10^{-5} \text{ erg}\cdot\text{cm}^{-2}\cdot\text{K}^{-4}\cdot\text{s}^{-1}$), da luminosidade solar ($3,9 \times 10^{33} \text{ erg}\cdot\text{s}^{-1}$) e do raio solar ($6,96 \times 10^{10} \text{ cm}$). Resulta, aproximadamente, $T = \mathbf{4.680 \text{ K}}$, o que indica que a temperatura efetiva de ℓ Carinae é pouco menor que a solar (5.780 K).

Todos os resultados obtidos para ℓ Carinae nesse experimento observacional foram comparados com os dados existentes na literatura astronômica para essa estrela

(DAVIS et al., 2009; BENEDICT et al., 2007; TURNER, 2010), mostrando-se perfeitamente compatíveis.

12.2 As Miras e as fases finais da evolução estelar

No Capítulo 9 (item 9.6.1.6) estudamos as características gerais das variáveis Miras. Já sabemos que todas elas são gigantes vermelhas das classes espectrais M, N, R e S. Vimos também que suas temperaturas efetivas (da ordem de 3.000 K a 3.500 K) são as mais baixas entre todas as variáveis; que elas pulsam com as mais altas amplitudes conhecidas; e que seus períodos (na maior parte dos casos entre 150 e 450 dias) não são perfeitamente regulares, oscilando levemente (em menos de 5%) de ciclo para ciclo. Tendo em mente esses fatos, iremos agora nos concentrar nos aspectos relativos à evolução dessas estrelas e na sua relação com as possibilidades da observação visual.

12.2.1 Aspectos evolutivos das Miras

As Miras representam o fim de um importante estágio da evolução das estrelas de baixa massa, como o Sol: a região AGB (*asymptotic giant branch*, ou “ramo assintótico das gigantes”). Lembramos que nessa fase de sua evolução, a estrutura da estrela é constituída por um núcleo de carbono e oxigênio inerte e degenerado, circundado primeiramente por uma camada esférica de hélio em processo de fusão, em seguida por uma segunda camada envolvendo a primeira (na qual o hidrogênio está se convertendo em hélio) e finalmente pelo gigantesco envoltório de hidrogênio inerte com diâmetro centenas de vezes o solar (ver a respeito o capítulo 8, item 8.4.1.3). Devido às imensas dimensões que elas assumem nessa fase evolutiva, sua luminosidade aumenta drasticamente: com efeito, a etapa AGB é a fase de maior luminosidade durante *toda a vida* das estrelas de baixa massa. Também como consequência do aumento do diâmetro, a matéria da atmosfera mais externa se torna muito fracamente ligada gravitacionalmente, e elas começam a devolver ao meio interestelar uma fração significativa da sua massa total.

Os longos períodos e as grandes amplitudes de variação das Miras as convertem em alvos ideais para a observação visual ao longo de décadas, em especial para monitorar o comportamento dos seus períodos e amplitudes e registrar suas oscilações a longo prazo. Como é praticamente inviável obter tempo de observação nos grandes telescópios profissionais para esse tipo de atividade, esse monitoramento fica quase integralmente a cargo dos astrônomos amadores, estruturados em associações como a AAVSO¹²⁰. É dessa forma que se torna possível conseguir dados observacionais visuais para correlacioná-los aos modelos teóricos que tentam descrever tanto a perda de

¹²⁰ Ver a respeito o exemplo do comportamento do período de Mira Ceti, descrito no Capítulo 11, item 11.2.2.

massa para o espaço interestelar como os fenômenos que estejam ocorrendo nas camadas internas da estrela. Por exemplo, imagens da estrutura de certas nebulosas planetárias jovens feitas pelo telescópio espacial *Hubble* sugerem que a perda de massa da estrela central possa ter ocorrido na forma de pulsos, numa escala de tempos de décadas ou séculos. A existência de pulsos nessas mesmas escalas temporais é confirmada por curvas de luz da AAVSO e pelos diagramas (O-C) correspondentes (WILLSON, 2000).

Os períodos e amplitudes das Miras (bem como as suas oscilações) podem revelar informações importantes sobre suas massas, idades e metalicidades. No entanto, para o papel de indicadores de distância, as Miras não são tão eficientes quanto as Cefeidas. O motivo para isso é que é bem mais difícil definir uma relação período-luminosidade precisa para as Miras. Isso se deve principalmente às grandes variações da amplitude de ciclo para ciclo, que causam uma dispersão da ordem de pelo menos 0,5 magnitude entre máximos sucessivos nas observações visuais (FEAST, 2004). Os melhores resultados para relações P-L das Miras são obtidos nas observações feitas na chamada região do infravermelho próximo (um comprimento de onda em torno de 22.000 angstroms). Nessa faixa do espectro (chamada “banda K”), elas emitem energia em maior intensidade do que na faixa da luz visível e as oscilações na amplitude são bem menores (PERCY, 2007). Talvez a mais eficiente das relações P-L para as Miras disponível até o momento seja aquela desenvolvida por Feast (2004). Sua expressão é vista na equação (12.9), em que a magnitude absoluta é medida na banda K:

$$M_K = -3,47 (\pm 0,19) \log P + 1,00 (\pm 0,08) \quad (12.9)$$

Mesmo essa relação, todavia, não possui o grau de precisão encontrado nas relações P-L das Cefeidas clássicas. Por isso, o uso das Miras para estabelecimento de escalas de distâncias ainda é algo limitado.

A maior parte das Miras apresenta períodos de pulsação bastante estáveis ao longo de décadas ou séculos: as pequenas oscilações de ciclo para ciclo, como vimos, raramente ultrapassam 5% do valor do período. Existe, no entanto, um reduzido grupo de Miras que apresenta uma peculiaridade notável: seus períodos apresentam grandes mudanças em uma escala de tempo muito curta (anos). Entre elas, Zijlstra e Bedding (2002) identificaram três tipos de variação:

- **Variações contínuas:** este grupo de Miras apresentou um significativo aumento (ou decréscimo) *contínuo* do período, sem nenhuma indicação de estabilização durante a escala de tempos observada. Zijlstra e Bedding detectaram quatro estrelas nessas condições: R Aquilae, R Hydrae, RU Vulpeculae e W Draconis.
- **Variações abruptas:** esta classe mostra mudanças rápidas e repentinas no período de pulsação, depois de uma longa fase de estabilidade. Dois são os

exemplos desse comportamento citados pelos autores: BH Crucis e T Ursae Minoris.

- Variações erráticas: este grupo compreende Miras cujo período pode aumentar e/ou diminuir de forma irregular e imprevisível. Zijlstra e Bedding relacionaram quatro estrelas nessas condições: R Normae, S Orionis, T Cephei e W Hydrae. Em comparação com os dois tipos anteriores, os autores constataram que as variações de período são menores e que todas as estrelas desse grupo apresentam períodos médios muito longos (400 dias ou mais).

Quão comuns são essas variações do período de pulsação em toda a população de Miras? Zijlstra e Bedding demonstraram que, de forma geral, elas são muito raras: apenas 1% a 2% do total das Miras apresentam variações contínuas. Um número ainda menor (abaixo de 1%) mostra flutuações abruptas. Já o número de estrelas com variações aleatórias não está bem estabelecido, mas estima-se que possa chegar a 15% das Miras que possuem períodos médios superiores a 400 dias, e que possivelmente quase todas as Miras com períodos médios acima de 500 dias possuam algum tipo de instabilidade nos períodos. Claramente, essa é uma área de pesquisa em que será necessário um monitoramento intensivo de um grande número de Miras – não só para refinar as estatísticas acima e eventualmente identificar novas estrelas que sigam esse comportamento incomum, como também para fornecer dados que possibilitem o estabelecimento de modelos teóricos que o expliquem. Claro que isso implica em um acompanhamento visual regular e sistemático de um razoável número de estrelas pelo observador interessado; mas a boa notícia nesse caso é que a maioria delas é acessível à observação com equipamentos modestos. Enfim, esse é um projeto que está ao alcance de boa parte dos astrônomos amadores, bem como de professores e alunos do Ensino Médio que tenham completado os capítulos precedentes deste trabalho e que tenham interesse em prosseguir no estudo das estrelas variáveis, colaborando em uma atividade de real validade científica. Exatamente por isso, no tópico a seguir sugerimos o monitoramento sistemático de uma amostra de cinco Miras especialmente interessantes, cujos períodos têm sofrido mudanças relevantes nos últimos anos.

12.2.2 Um projeto observacional: Miras com mudanças nos períodos

Seleção das estrelas para o projeto: A AAVSO possui em seu banco de dados VSX observações de mais de 1.500 variáveis Miras. Dentre essas, 547 Miras foram selecionadas por Templeton, Mattei e Willson (2005) para análise estatística de possíveis variações seculares nos períodos. Cerca de 10% da amostra mostrou indícios de variações em uma escala de tempo de décadas (com um nível de confiança de 95%), e em 1,6% delas a análise indicou significativas mudanças de período monotônicas (continuamente crescentes ou decrescentes), com níveis de confiança acima de 99,9%. A partir da pesquisa desses autores, selecionamos para este projeto cinco Miras importantes, como sempre assumindo que seja mais conveniente que a

observação seja realizada às primeiras horas da noite e não durante a madrugada. Durante a maior parte dos seus ciclos, todas são suficientemente brilhantes para serem observadas com pequenos telescópios, desde que não haja poluição luminosa excessiva. A relação é vista na Tabela 12.2 (incluímos no Apêndice A deste capítulo as cartas AAVSO para as estrelas nela recomendadas). Uma descrição mais detalhada de cada estrela e da sua situação evolutiva é vista em sequência.

Estrela	Ascensão reta (J2000)	Declinação (J2000)	Magnitudes (V)	Período VSX (dias)	Melhor época para observação
BH Cru	12h16m16s	-56°17'09"	6,5 – 10	521	março - setembro
R Hya	13h29m42s	-23°16'52"	3,5 – 10,9	380	março - setembro
R Cen*	14h16m34s	-59°54'49"	5,2 – 11,6	502	março - setembro
R Nor*	15h35m57s	-49°30'28"	6,5 – 13,9	496	abril - outubro
R Aql	19h06m22s	+08°13'48"	5,3 – 12	270	agosto - dezembro

Tabela 12.2 – Miras selecionadas para este projeto observacional. As estrelas indicadas pelo asterisco possuem duplos máximos. (Dados de SAMUS et al., 2017 e de AAVSO/VSX, 2017.)

Considerações adicionais:

Os períodos indicados na Tabela 12.2 foram recolhidos do banco de dados VSX da AAVSO, que costuma atualizar esses valores sempre que uma nova pesquisa específica a respeito de cada estrela é publicada. Assim, eles devem ser considerados como uma orientação apenas, não se depreendendo (devido à natureza variável dos períodos) que os valores sejam precisamente os listados acima na época em que as observações forem realizadas.

Este é tipicamente um projeto de longo prazo: as estimativas de magnitude podem ser realizadas uma vez a cada dez dias, porém é conveniente que os trabalhos observacionais abranjam pelo menos um ciclo completo da estrela. Ao fim desse intervalo, o período poderá ser calculado usando-se o programa VSTAR, da maneira descrita no capítulo 11, item 11.2.2. No ínterim, estimula-se que o observador remeta

suas estimativas à AAVSO e verifique suas medidas com as de outros membros da associação.

Detalhamento de cada estrela do programa:

R Hydrae (R Hya) é a terceira estrela mais brilhante entre as Miras, a terceira variável dessa classe a ser descoberta (por Maraldi, em 1704) e a primeira na qual foi identificada com certeza (por Olbers, em 1841) a existência de variações seculares no período. Durante mais de três séculos, a estrela tem apresentado uma queda contínua no período de pulsação, desde 495 dias no início do século XVIII até o valor atual de cerca de 380 dias: um declínio médio de aproximadamente 0,6 dia por ano (ZIJLSTRA; BEDDING; MATTEI, 2002). Esses autores estimaram para R Hya uma distância de 165 parsecs, uma luminosidade da ordem de 10.000 vezes a solar e uma massa provável em torno de 2 massas solares, estando situada no pico da região AGB; eles aventam a possibilidade de que o decréscimo do período nos últimos séculos possa estar relacionado a um episódio importante de perda de massa ocorrido por volta dos anos 1700-1750, por sua vez causado por um pulso térmico na camada interna da estrela em que o hélio está em fusão (um fenômeno também conhecido como “*helium-shell flash*”). Segundo Zijlstra e Bedding (2002), um evento semelhante se repetiria aproximadamente a cada 10^4 anos. Essa hipótese da redução do período de R Hya ser relacionada a uma fase de “pós-pulso térmico”, por sinal, é compartilhada por outros autores, como Percy (2007) ou Uttenthaler et al. (2011). Nessa premissa, seria de se esperar que o período da estrela continue caindo no futuro – e por isso é muito importante que R Hya continue a ser monitorada. A evolução secular do período de R Hya é vista na Figura 12.3.

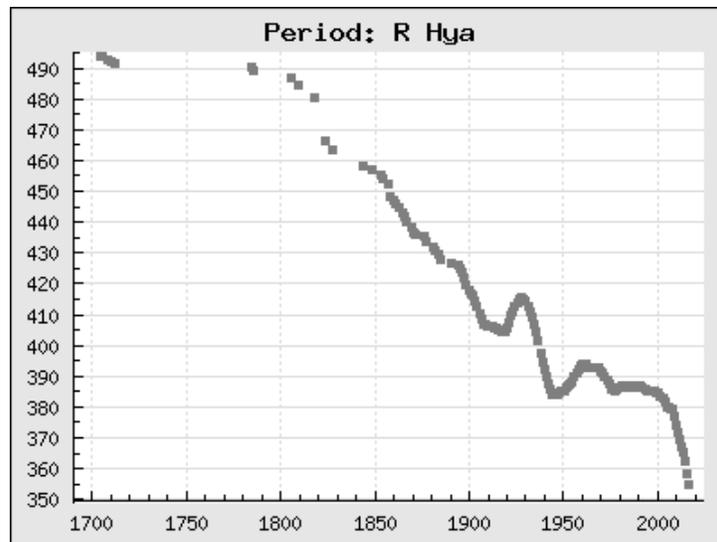


Figura 12.3 – Evolução do período de R Hya entre 1700 e 2017. (Crédito: KARLSSON, 2017.)

R Aquilae (R Aql), em muitos aspectos, parece atravessar um estágio evolutivo semelhante ao de R Hya. Desde meados do século XIX, a estrela tem apresentado uma queda regular e contínua no período, da ordem de 0,4 dia por ciclo (GREAVES; HOWARTH, 2000). Na mesma linha, Zijlstra e Bedding (2002) apontam uma queda no período desde 365 dias (por volta de 1850) até 275 dias (em 2002), sem indicações de estabilidade nos ciclos ao longo do tempo. Essa evolução é demonstrada na Figura 12.4. Tanto Hawkins, Mattei e Foster (2001) quanto Uttenthaler et al. (2011) sugerem que o decréscimo do período de R Aql é resultante de um *helium-shell flash* (o mesmo mecanismo responsável pela queda no período de R Hya, mas talvez ocorrido há mais tempo). Nesse caso, da mesma forma é esperada a continuidade da redução gradual do período de R Aql ao longo dos próximos anos. A comprovação dessa previsão dependerá, evidentemente, do prosseguimento do monitoramento visual da estrela.

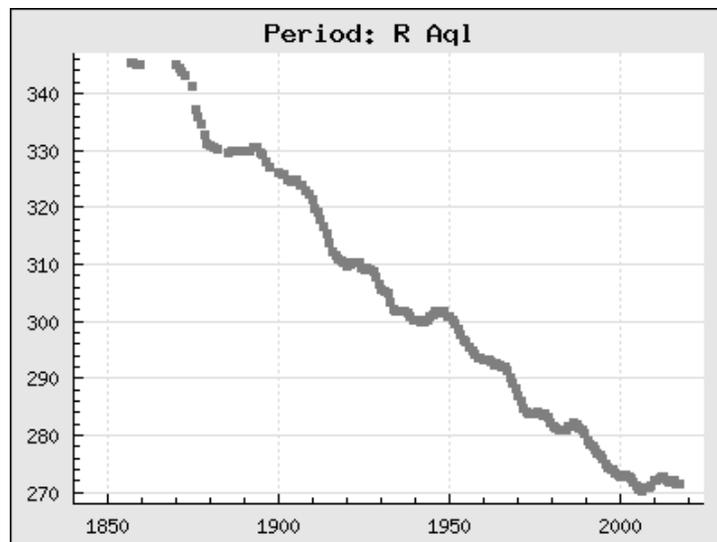


Figura 12.4 – Evolução do período de R Aql entre 1850 e 2017. Note-se a similaridade com a Figura 12.3; R Aql, no entanto, apresenta uma queda de brilho mais regular. (Crédito: KARLSSON, 2017.)

R Centauri (R Cen): Esta fascinante estrela também tem apresentado ciclos gradualmente mais curtos desde meados do século XIX; todavia, ela mostra duas peculiaridades: sua queda de período tem se dado de forma mais rápida que em R Aql e não é tão contínua e homogênea quanto naquela: no caso de R Cen, nota-se uma época de descontinuidade e mesmo um breve aumento temporário do período entre 1920 e 1950 (ver Figura 12.5). Após 1951, no entanto, a duração do período tem caído rapidamente, de 550 dias até 502 dias na atualidade: um encurtamento da ordem de 1 dia a cada ano (HAWKINS; MATTEI; FOSTER, 2001). Esses autores, embora considerem válido o modelo dos *helium-shell flashes* também para R Cen, argumentam que eventuais correntes de convecção intensas poderiam amortecer a pulsação da estrela e causar a redução do período; como alternativa, sugerem que R Cen poderia estar migrando do tipo Mira para a classe semi-regular através de uma mudança em seu

modo de pulsação. Nesse caso, especulam se R Cen poderia praticamente parar inteiramente de pulsar durante uma etapa relativamente curta – ou se, ao contrário, sofreria uma espécie de “rebote” e voltaria a aumentar o período novamente.

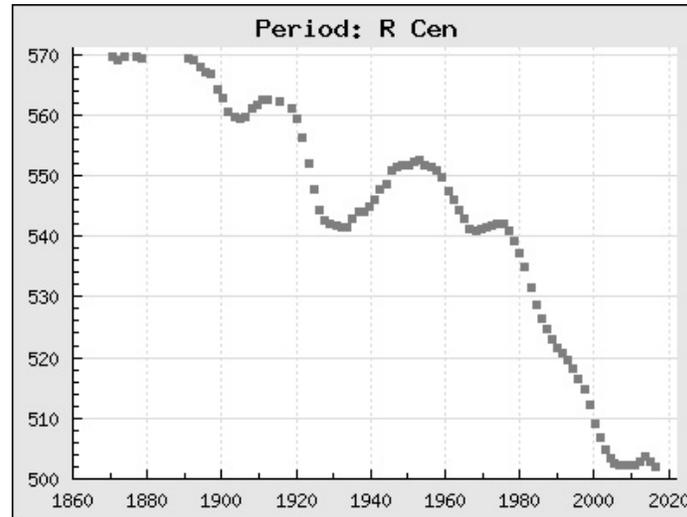


Figura 12.5 – Evolução do período de R Cen entre 1870 e 2017. (Crédito: KARLSSON, 2017.)

Além disso, R Centauri é uma das pouquíssimas Miras que apresentam máximos duplos alternados (ver Figura 12.6), sendo um deles mais intenso que o outro. Em CAMPBELL; JACCHIA (1941) é apontada essa peculiaridade, bem como a semelhança entre a curva de luz de R Cen e as das variáveis supergigantes amarelas do tipo RV Tauri. De acordo com Hawkins, Mattei e Foster (2001), existem duas hipóteses que poderiam explicar o fenômeno dos duplos máximos: uma possível ressonância¹²¹ entre dois modos de pulsação (uma situação que é observada nas estrelas RV Tauri), o que justificaria a escassez de Miras que apresentam essa característica. Alternativamente, esses autores sugerem que a duplicidade de máximos poderia ser um eventual fenômeno de curta duração na evolução das gigantes vermelhas. Como se vê, no caso de R Centauri temos mais questões abertas do que certezas. Claramente, a continuidade do seu monitoramento será essencial para resolvê-las.

¹²¹ Em Física, chama-se “ressonância” ao fenômeno que ocorre quando um sistema recebe energia por meio de excitações que tenham frequência igual à sua frequência natural de vibração. Como resultado, o sistema passa a vibrar com amplitudes cada vez maiores.



Figura 12.6 – Curva de luz de R Cen de 2014 a 2017. Notar os duplos máximos. (Crédito: AAVSO.)

BH Crucis (BH Cru) Esta estrela é talvez o melhor exemplo da segunda categoria (variações abruptas) da classificação de Zijlstra e Bedding (2002). Desde a descoberta de sua variabilidade em 1969, BH Cru aumentou rapidamente seu período até fins do século XX, quando *reverteu* esse processo bruscamente e passou a mostrar períodos cada vez mais curtos (ver Figura 12.7).

Uttenthaler et al. (2011) ressaltam que, ao contrário de todas as outras estrelas descritas aqui, BH Crucis não apresenta em seu espectro as bandas de TiO (óxido de titânio) tão características das Miras; em compensação, aparecem linhas proeminentes de moléculas de carbono e sódio, indicando uma temperatura provavelmente muito baixa (da ordem de 3.000 K). Tudo isso caracteriza BH Cru como uma estrela da rara classe espectral C, as chamadas “estrelas de carbono” (ver Capítulo 7, item 7.1.2). Segundo os mesmos autores, as mudanças no período de pulsação e no espectro de BH Cru podem ser atribuídas a um episódio recente de dragagem¹²² que tenha aumentado o teor de carbono em sua superfície. Eles destacam ainda que, assim como R Hya, BH Crucis apresenta indícios de ter sofrido um pulso térmico recente. Essas conclusões parecem estar em linha com um estudo fotométrico feito por Walker (2009), que menciona especificamente que todas as indicações da fotometria (evoluções do período, magnitude e cor) apontam que BH Cru deva ter sofrido algum evento anômalo entre 1983 e 1986.

¹²² As dragagens (“*dredge-ups*”) são fases da evolução das estrelas em que o material da superfície é transportado (por convecção) para as camadas internas nas quais estejam ocorrendo processos de fusão, retornando à superfície a seguir enriquecido pelos produtos da fusão. No caso das estrelas AGB, uma dragagem ocorre depois de cada *helium-shell flash*, trazendo carbono e hélio à superfície; se o processo é repetido várias vezes, o carbono toma o lugar das moléculas de oxigênio como dominante no espectro e uma “estrela de carbono” é criada (KWOK, 2000). Esse parece ser precisamente o caso de BH Crucis.

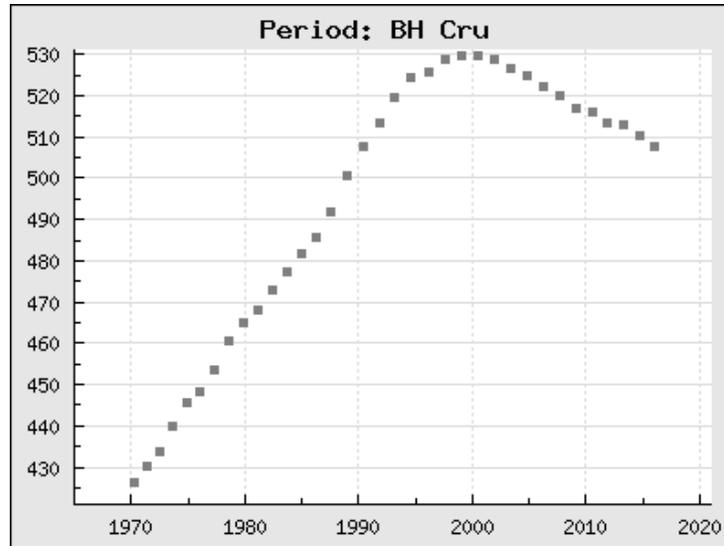


Figura 12.7 – Evolução do período de BH Cru entre 1970 e 2017. (Crédito: KARLSSON, 2017.)

R Normae (R Nor) é o exemplo mais significativo da classe das Miras que apresentam variações erráticas de período, segundo a classificação de Zijlstra e Bedding (2002). Ao longo de todo o século XX, o período de R Nor tem oscilado em torno de 500 dias, ora crescendo, ora encurtando, porém sempre se mantendo dentro de uma faixa de ± 15 dias daquela média (Figura 12.8).

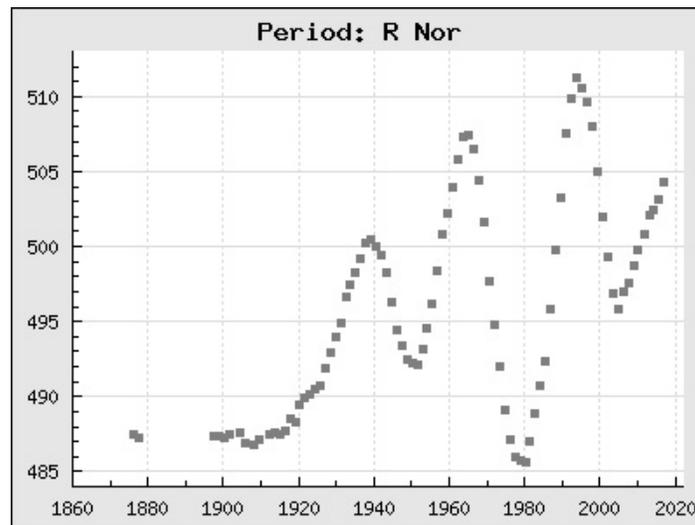


Figura 12.8 – Evolução do período de R Nor entre 1900 e 2017. (Crédito: KARLSSON, 2017.)

R Normae possui outra peculiaridade notável: assim como R Centauri, ela apresenta duplos máximos em seus ciclos. Conhecem-se apenas três Miras na Galáxia com essa característica (R Cen, R Nor e U Canis Minoris). Os duplos máximos são evidenciados pelo diagrama de fase de R Nor (Figura 12.9). Lebzelter et al. (2005) argumentam que esse tipo de fenômeno só ocorre em certas Miras de massa relativamente alta (entre três e cinco massas solares) e que é causado por uma possível ressonância entre dois modos de pulsação – o que, por sinal, é a mesma hipótese aventada por Hawkins, Mattei e Foster (2001) para explicar os duplos máximos de R Centauri.

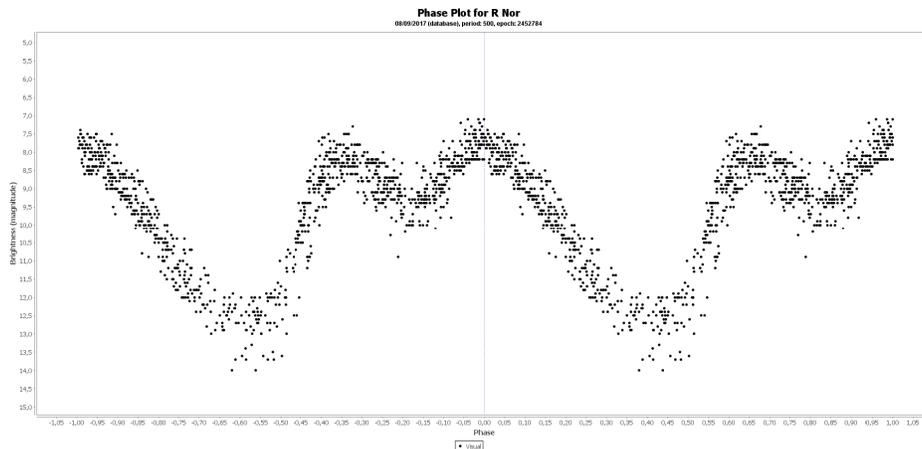


Figura 12.9 – Diagrama de fase de R Nor de 2003 a 2017. (Crédito: AAVSO.)

Uttenthaler et al. (2011) assinalam que todas as Miras que exibem variações erráticas de período (como é o caso de R Normae) apresentam superabundância do elemento químico lítio (Li) em seus espectros, e que R Nor não é exceção: seu teor de lítio é mais de 3.000 vezes maior que no Sol. Segundo esses autores, isso significa não só que R Nor é uma estrela bastante massiva, como também que ela possui correntes de convecção intensas entre as camadas internas nas quais o hidrogênio e o hélio estão em fusão (uma situação conhecida como “*hot bottom burning*”, ou HBB): nessas condições, o material das duas camadas se mistura e é ativado um processo conhecido como “*mecanismo de Cameron-Fowler*”, que produz lítio sob condições nas quais esse elemento não é destruído de imediato por reações termonucleares; isso impediria também o transporte de grandes quantidades de carbono para a superfície, como acontece no caso de BH Crucis. Eles ressaltam ainda que esses processos seriam possíveis se a massa da estrela fosse da ordem de 4 massas solares (o que é bastante consistente com o proposto por Lebzelter et al., 2005).

12.3 Projetos observacionais com outros tipos de variáveis

As estrelas que relacionamos nos itens 12.1 e 12.2 (Cefeidas clássicas e Miras) constituem dois programas observacionais bastante simples, que podem ser efetuados

com instrumentos modestos e cujo objetivo é fornecer ao leitor uma primeira familiarização com a técnica e os princípios da fotometria visual, com os fundamentos da redução e análise dos dados e com a sua importância em Astrofísica. Mas, obviamente, eles não são mais do que uma pequena amostragem do que pode ser feito no estudo das estrelas variáveis. Uma vez realizados e obtida a proficiência esperada, o leitor já deverá ter a experiência necessária para passar a montar seus próprios programas observacionais. Uma boa forma de fazer esse planejamento é através do próprio website da AAVSO, no link “Observing / Observing Sections” (Observações / Seções Observacionais). Entre os vários outros tipos de variáveis (e sempre levando em conta os seus próprios interesses, sua disponibilidade, as condições do céu em seu local de observação e seus recursos instrumentais), ele poderá selecionar, por exemplo, estrelas variáveis de classes como:

- Variáveis cataclísmicas, como novas anãs, novas recorrentes, simbióticas ou mesmo novas clássicas, quando estas ocorrerem. Todas são importantes para o entendimento dos processos físicos que acontecem quando existe interação e troca de matéria entre duas estrelas componentes de um sistema binário. Aqui, no entanto, não são muitas as estrelas disponíveis para observação visual simples, com pequenos telescópios pequenos e em grandes cidades. Uma seleção pode ser feita na página inicial da seção, clicando-se em “CV Target List” e escolhendo as estrelas que estão ao alcance do seu instrumento.
- Binárias eclipsantes: outra área preferida por observadores visuais. Aqui a ênfase é em determinar com grande precisão os momentos de mínimo primário do eclipse de cada variável e analisar os resultados dentro do contexto de observações anteriores (através de diagramas (O-C)) para identificar possíveis variações dos períodos orbitais ou fenômenos de troca de massa (ver a respeito o exemplo de Beta Lyrae descrito no capítulo 10, item 10.7.2). Aqui também a seleção pode ser feita a partir da página inicial da seção, clicando-se em “EB Target List” e escolhendo as estrelas que estão ao alcance do seu instrumento.
- Variáveis de longo período, como semi-regulares e irregulares vermelhas, além naturalmente de outras Miras que não estão no projeto do item 12.2. Aqui o leque de estrelas para pequenos instrumentos é bem maior e a frequência de estimativas é de apenas dez dias em média. Boas escolhas para iniciantes. Da mesma forma que nos parágrafos anteriores, a seleção pode ser feita a partir da página inicial da seção, clicando-se em “LPV Target List” e escolhendo as estrelas que estão ao alcance do seu instrumento.
- Variáveis pulsantes de período curto (essa não é uma terminologia “oficial”, mas a AAVSO a usou para designar uma série de tipos de variáveis pulsantes cujos períodos não se encaixam como “longos”). Aqui estão várias preciosidades para a Astrofísica, como as Cefeidas clássicas (algumas das quais

já vimos no projeto do item 12.1), as W Virginis, as RR Lyrae, as Cefeidas anãs das classes Delta Scuti e SX Phoenicis etc. Algumas dessas classes (as de período muito curto, da ordem de horas) não se prestam muito para a observação visual, sendo preferível o uso de cameras CCD ou mesmo DSLR para a observação. Aqui também a seleção pode ser feita a partir da página inicial da seção, clicando-se em “SPP Target List” e escolhendo as estrelas que estão ao alcance do seu instrumento.

12.4 Atividades sugeridas (para professores)

No que diz respeito ao presente capítulo, caso o professor deseje propor aos alunos um experimento prático sobre a relação período-luminosidade das estrelas variáveis Cefeidas que não inclua a realização de estimativas de magnitude à noite, recomendamos vivamente o exercício “*The distance to M100 as determined by Cepheid variable stars*”, produzido pela ESA (European Space Agency) e pelo ESO (European Southern Observatory), e que está disponível em: <http://www.eso.org/public/products/education/edu_0064/>. Esse exercício utiliza observações reais de Cefeidas extragalácticas feitas pelo *Hubble Space Telescope*, reproduzindo o processo de cálculo da distância da galáxia M100 pela relação P-L e simulando o método seguido pelo Hubble Key Project para determinar a constante de Hubble e estimar a idade do Universo.

Encerramento do Guia de Estudos. Recomendações para futuras atividades

Se o leitor percorreu todos os capítulos do presente trabalho, resolveu os exercícios propostos e, principalmente, se praticou (passo a passo e seguindo à risca os cronogramas recomendados) todas as práticas e os programas observacionais aqui propostos, parabéns! Um ano já deve ter se passado, mas agora com certeza ele estará pronto para seguir com suas próprias pernas (e olhos...) neste fascinante caminho das estrelas variáveis. E, mais ainda, terá ganho a experiência suficiente para contribuir, com seu tempo e suas observações, para o crescimento da base de dados global sobre elas. Antes de encerrarmos, todavia, o autor se permite fazer uma última sugestão: o escopo deste trabalho foi didaticamente focalizado nas observações *visuais* feitas com pequenos instrumentos. Ou seja, usando seus próprios olhos como detectores (e não câmeras CCD, por exemplo). Escolhemos essa premissa tendo em mente as limitações monetárias infelizmente comuns em nosso país nas instituições públicas (e mesmo privadas) de ensino. Porém, agora que o leitor/professor já adquiriu certa prática astronômica, não irá querer se limitar a isso. A boa notícia é que algumas dessas restrições podem ser perfeitamente superadas. Vejamos como:

Se você é professor e tem alguns alunos que, em sua avaliação, sejam dotados de talento e interesse para seguir carreiras em ciência, você tem uma agradável responsabilidade em mãos: mostrar a eles os caminhos! Experimente entrar em contato com os websites dos seguintes telescópios robóticos do programa “Telescópios na Escola”:

- Observatório Abrahão de Moraes, pertencente ao IAG/USP, disponível em: <<http://www.telescopiosnaescola.pro.br/argus/index.php>>.
- Miniobservatório astronômico do Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais (INPE), disponível em: <<http://www.das.inpe.br/miniobservatorio/>>

Ambas as instituições disponibilizam gratuitamente, para professores e alunos de instituições de ensino públicas ou privadas, telescópios de 11 polegadas (28 cm) de abertura, operados remotamente via internet. Melhor ainda: usando câmeras CCD (que são câmeras dotadas de *chips* de alta sensibilidade, que permitem fazer excelentes imagens de objetos celestes em poucos segundos). As observações devem ser coordenadas por um professor, que deverá se registrar no site e solicitar a data desejada para observar. Num primeiro contato, é normal que ambos os observatórios sugiram que você realize para os alunos uma atividade pré-programada, do tipo “uma viagem pelo céu”, que mostra imagens de uma seleção de objetos esteticamente bonitos. OK, você pode fazer isso... no início (para inspirar os alunos e mostrar como uma observação remota é feita). Porém, não esqueça que o seu objetivo é outro: você quer ensinar a seus alunos como se faz ciência! Então, a sua tarefa muito simples: diga exatamente isso à equipe do observatório! Ligue para eles e especifique quais são os alvos (estrelas, com nomes e coordenadas) do programa que você quer desenvolver para seus alunos. Melhor ainda, diga *por que razões* você quer estudar essas estrelas. Converse com eles e ouça suas considerações. Peça as imagens no formato FITS, nunca em JPEG ou similar, senão você não vai poder usá-las para nada útil. Com base em uma experiência de quase trinta anos com CCDs e mais de dez no uso dos mesmos em ensino, o autor pode garantir que a sua solicitação será atendida com presteza e eficiência, e que eles ficarão extremamente satisfeitos em contribuir para o seu estudo e dos seus alunos.

Mas se você de fato quiser fazer observações com CCD, terá de se preparar mais um pouquinho! Como já mencionamos aqui, no escopo específico deste trabalho não incluímos deliberadamente as observações com detectores eletrônicos (talvez o façamos em outro trabalho no futuro). Por ora, sugerimos começar com dois passos:

- Ler o manual “The AAVSO Guide to CCD Photometry” (Guia AAVSO para fotometria CCD) preparado pela AAVSO e disponível em: <<https://www.aavso.org/ccd-photometry-guide>>. Infelizmente, ainda não está disponível tradução para português, mas há em espanhol e francês, além evidentemente do inglês. O guia é gratuito.

- Visitar o site da EU-HOU (European Hands-on Universe), disponível em: <http://www.euhou.net/> . Trata-se de um primoroso programa de suporte e treinamento em Astronomia para os professores da União Europeia, que pode ser de imenso benefício também para os nossos educadores. Recomendamos navegar por todo o site (parte dele está disponível em português) e, em especial, baixar o software “SalsaJ” (que pode ser usado para a redução e análise das imagens FITS obtidas nos observatórios remotos acima citados) e treinar todos os exercícios vistos no link “Astronomy with SalsaJ” – se o professor desejar, já convidando para tanto seus alunos que demonstrarem maior aptidão e interesse para atividades de pesquisa – afinal, eles serão os nossos pesquisadores no futuro!

Boa sorte! E muito obrigado pela atenção e paciência na leitura deste trabalho.

Tasso A.J. Napoleão

Outubro de 2017

Referências bibliográficas para o Capítulo 12

AAVSO (American Association of Variable Stars Observers). Seções observacionais. Disponível em: <https://www.aavso.org/observers#sections>. Acesso em: 5 de setembro de 2017.

BAADE, W. The period-luminosity relation of the Cepheids. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 68, n. 400, p. 5-16, 1958. Disponível em: <http://adsabs.harvard.edu/abs/1956PASP...68....5B>. Acesso em: 26 de agosto de 2017.

BENEDICT, G.F. et al. Hubble Space Telescope fine guidance sensor parallaxes of galactic Cepheid variable stars: period-luminosity relations. *Astronomical Journal*, v. 133:4, p. 1810-27, 2007. Disponível em: <http://adsabs.harvard.edu/abs/2007AJ....133.1810B>. Acesso em: 28 de agosto de 2017.

CAMPBELL, L.; JACCHIA, L. *The story of variable stars*. Philadelphia: The Blakiston Company, p. 111, 1941.

DAVIS, J. et al. Observations of the pulsation of the Cepheid ℓ Car with the Sydney University stellar interferometer. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 394:3, p. 1627, 2009. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2009MNRAS.394.1620D>>. Acesso em: 28 de agosto de 2017.

ESA/ESO. The distance to M100 as determined by Cepheid variable stars. Exercício nº 2 da coleção *The ESA/ESO Astronomy Exercise Series*, 2012. Disponível em: <http://www.eso.org/public/products/education/edu_0064/>. Acesso em: 28 de agosto de 2017.

FEAST, M.W. AGB variables as distance indicators. In: KURTZ, D.W.; POLLARD, K.R. (eds.), *Variable stars in the Local Group. Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, v. 310, p. 304-12, 2004.

FEAST, M.W. Pulsating stars in globular clusters and their use. In: *10th Canary Islands Winter School of Astrophysics: globular clusters*. Cambridge: Cambridge University Press, p. 251-90, 1999.

FERNIE, J.D. Classical Cepheids and galactic structure. In: STOBIE, R.S.; WHITELOCK, P.A. (eds.), *Astrophysical applications of stellar pulsation. Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, v. 83; *Proceedings of IAU Colloquium 155*, p. 155-64, 1995.

FERNIE, J.D. The period-luminosity relation: a historical review. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 81, p. 707-31, 1969. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1969PASP...81..707F>>. Acesso em: 26 de agosto de 2017.

FREEDMAN, W.L. et al. Final results from the Hubble Space Telescope Key Project to measure the Hubble Constant. *Astrophysical Journal*, v. 553, p. 47-72, 2001. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2001ApJ...553...47F>>. Acesso em: 27 de agosto de 2017.

FUJIWARA, F. Comunicação privada. Curso de Técnicas de Observação, Clube de Astronomia de São Paulo (CASP), 2011.

GRACZYK, D. et al. The Araucaria Project: The distance to the Small Magellanic Cloud from late-type eclipsing binaries. *Astrophysical Journal*, v. 780, issue 1, article id. 59, 2014. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2014ApJ...780...59G>>. Acesso em: 26 de agosto de 2017.

GREAVES, J.; HOWARTH, J.J. Further investigations of R Aquilae. *Journal of the British Astronomical Association*, v. 110, n. 3, p. 131-42, 2000. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2000JBAA..110..131G>>. Acesso em: 30 de agosto de 2017.

HAWKINS, G; MATTEI, J.A.; FOSTER, G. R Centauri: an unusual Mira variable in a Hershell flash. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 113:782, p. 501-6, 2001. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2001PASP..113..501H>> Acesso em: 30 de agosto de 2017.

HERTZSPRUNG, E. Über die räumliche Verteilung der Veränderlichen vom δ Cephei-Typus. *Astronomische Nachrichten*, v. 196, p. 201-8, 1913. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1913AN....196..201H>>. Acesso em: 25 de agosto de 2017.

HOSKIN, M.A. The 'Great Debate': what really happened. *Journal for the History of Astronomy*, v. 7, p. 169-82, 1976. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1976JHA.....7..169H>>. Acesso em: 26 de agosto de 2017.

HUBBLE, E.P. A relation between distance and radial velocity among extra-galactic nebulae. *Proceedings of the National Academy of Sciences of the United States of America*, v. 15.3, p. 168-73, 1929b. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1929PNAS...15..168H>>. Acesso em: 26 de agosto de 2017.

HUBBLE, E.P. A spiral nebula as a stellar system, Messier 31. *Astrophysical Journal*, v. 69, p. 103-58, 1929a. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1929ApJ....69..103H>>. Acesso em: 26 de agosto de 2017.

HUBBLE, E.P. Cepheids in spiral nebulae. *The Observatory*, v. 48, p. 139-42, 1925. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1925Obs....48..139H>>. Acesso em: 26 de agosto de 2017.

HUBBLE, E.P. *The realm of the nebulae*. 1^a ed., Yale University Press, 1936. 2^a ed., Dover Publications, 1958, p. 120-3.

HUBBLE, E.P; HUMASON, M.L. The velocity-distance relation among extra-galactic nebulae. *Astrophysical Journal*, v. 74, p. 43, 1931. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1931ApJ....74...43H>>. Acesso em: 27 de agosto de 2017.

JOY, A.H. Rotation effects, interstellar absorption and certain dynamical constants of the galaxy determined from Cepheid variables. *Contributions from the Mount Wilson Observatory / Carnegie Institution of Washington*, v. 607, p. 1-21, 1939. Disponível em:

<<http://adsabs.harvard.edu/abs/1939ApJ....89..356J>>. Acesso em: 26 de agosto de 2017.

KARLSSON, T. Maxima and O-C diagrams for 489 Mira stars. *Journal of the American Association of Variable Star Observers*, v. 41, p. 348-59, 2013. Disponível em: <<https://www.aavso.org/apps/jaavso/article/2940/>>. O banco de dados de Karlsson, atualizado em 2017, está disponível em: <<http://var.astronet.se/mirainfooc2.php>>. Acessos em 31 de agosto de 2017.

KRAGH, H. Historical aspects of post-1850 Cosmology. *AIP Conference Proceedings*, v. 1632:1, p. 3-26, 2014. Preprint disponível em: <<https://arxiv.org/abs/1410.2753>>. Acesso em: 26 de agosto de 2017.

KWOK, S. *The origin and evolution of planetary nebulae*. Cambridge: Cambridge University Press, p. 199, 2000.

LANEY, C.D.; STOBIE, R.S. Visual and infrared extinction from Cepheid observations. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 263, n. 4, p. 922, 1993. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1993MNRAS.263..921L>>. Acesso em: 28 de agosto de 2017.

LEAVITT, H.S. 1777 variables in the Magellanic Clouds. *Annals of Harvard College Observatory*, v. 60, p. 87-108, 1908. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1908AnHar..60...87L>>. Acesso em: 25 de agosto de 2017.

LEAVITT, H.S.; PICKERING, E.C. Periods of 25 variable stars in the Small Magellanic Cloud. *Harvard College Observatory Circular*, v. 173, p. 1-3, 1912. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1912HarCi.173....1L>>. Acesso em: 25 de agosto de 2017.

LEBZELTER, T. et al. A study of bright Southern long period variables. *Astronomy and Astrophysics*, v. 431, p. 623-34, 2005. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2005A%26A...431..623L>> . Acesso em: 2 de setembro de 2017.

LEMAÎTRE, G. Un Univers homogène de masse constante et de rayon croissant rendant compte de la vitesse radiale des nébuleuses extra-galactiques. *Annales de la Société Scientifique de Bruxelles*, A47, p. 49-59, 1927. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1927ASSB...47...49L>>. Acesso em: 27 de agosto de 2017.

LUMINET, J.P. Lemaître's Big Bang. *Proceedings of Frontiers of Fundamental Physics 14 (FFP14)*. Marseille, France: 2014. Disponível em: <<https://arxiv.org/abs/1503.08304>>. Acesso em: 25 de agosto de 2017.

MADORE, B.F.; FREEDMAN, W.L. Calibration of the extragalactic distance scale. In: APARICIO, A.; HERRERO, A.; SANCHEZ, F. (eds.), *Stellar Astrophysics for the Local Group: VIII Canary Islands Winter School of Astrophysics*. Cambridge: Cambridge University Press, 1998.

MATSUNAGA, N. et al. A lack of classical Cepheids in the inner part of the galactic disc. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 462:1, p. 414-20, 2016. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2016MNRAS.462..414M>>. Acesso em: 26 de agosto de 2017.

PEDICELLI, S. et al. On the metallicity gradient of the galactic disk. *Astronomy and Astrophysics*, v. 504:1, p. 81-6, 2009. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2009A%26A...504...81P>>. Acesso em: 25 de agosto de 2017.

PERCY, J.R. *Understanding variable stars*. Cambridge: Cambridge University Press, p. 209-17, 2007.

PONT, F. et al. Rotation curve and metallicity of the outer disk from Cepheids. In: STOBIE, R.S.; WHITELOCK, P.A. (eds.), *Astrophysical applications of stellar pulsation. Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, v. 83; *Proceedings of IAU Colloquium 155*, p. 194-5, 1995.

SAMUS, N.N. et al. General Catalogue of Variable Stars (GCVS). Institute of Astronomy of Russian Academy of Sciences and Sternberg State Astronomical Institute of the Moscow State University. Versão GCVS 5.1, 2017. Disponível em: <<http://www.sai.msu.su/gcvs/cgi-bin/search.htm>>. Acesso em: 28 de agosto de 2017.

SHAPLEY, H. Studies based on the colors and magnitudes in stellar clusters. VI. On the determination of the distances of globular clusters. *Astrophysical Journal*, v. 48, p. 89-124, 1918. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1918ApJ....48...89S>>. Acesso em: 25 de agosto de 2017.

SHAPLEY, H. Studies based on the colors and magnitudes in stellar clusters. IX. Three notes on Cepheid variation. *Astrophysical Journal*, v. 49, p. 24-41, 1919. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1919ApJ....49...24S>>. Acesso em: 25 de agosto de 2017.

SLIPHER, V.M. Spectrographic observations of nebulae. *Popular Astronomy*, v. 23, p. 21-4, 1915. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1915PA.....23...21S>>. Acesso em: 27 de agosto de 2017.

SLIPHER, V.M. The radial velocity of the Andromeda Nebula. *Lowell Observatory Bulletin*, v. 1, p. 56-7, 1913. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1913LowOB...2...56S>>. Acesso em: 27 de agosto de 2017.

STOBIE, R.S. Cepheid pulsation-III: Models fitted to a new mass-luminosity relation. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 144, p. 511, 1969. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1969MNRAS.144..511S>>. Acesso em: 29 de agosto de 2017.

TEMPLETON, M.R.; MATTEI, J.A.; WILLSON, L.A. Secular evolution in Mira variable pulsations. *The Astronomical Journal*, v. 130:2, p. 776-88, 2005. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2005AJ....130..776T>>. Acesso em: 31 de agosto de 2017.

TRUMPLER, R.J. Preliminary results on the distances, dimensions and space distribution of open star clusters. *Lick Observatory Bulletin*, n. 420, p. 154-88, 1930. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/1930LicOB..14..154T>>. Acesso em: 26 de agosto de 2017.

TURNER, D.G. The PL calibration for Milky Way Cepheids and its implications for the distance scale. *Astrophysics and Space Science*, v. 326:2, p. 219-31, 2010. Preprint disponível em: <<https://arxiv.org/abs/0912.4864>>. Acesso em: 29 de agosto de 2017.

TURNER, D.G.; BURKE, J.F. The distance scale for classical Cepheid variables. *Astronomical Journal*, v. 124, p. 2931-42, 2002. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2002AJ....124.2931T>>. Acesso em: 29 de agosto de 2017.

UTTENTHALER, S. et al. The evolutionary state of Miras with changing pulsation periods. *Astronomy & Astrophysics*, v. 531, id. A88, p. 1-11, 2011. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2011A%26A...531A..88U>> Acesso em: 31 de agosto de 2017.

VAN DEN BERGH, S. *The galaxies of the Local Group*. Cambridge: Cambridge University Press, p. 9-12, 2000.

WALKER, W.S.G. BH Crucis: period, magnitude, and color changes. *Journal of the American Association of Variable Star Observers*, v. 37, p. 87-95, 2009. Disponível em: <<https://www.aavso.org/media/jaavso/2633.pdf>>. Acesso em: 2 de setembro de 2017.

WILLSON, L.A. Amateur-professional partnership for understanding the nature of variable stars. In: PERCY, J.R.; WILSON, J. B. (eds.), *Amateur-professional partnerships in Astronomy*. *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, v. 220, p. 54-6, 2000.

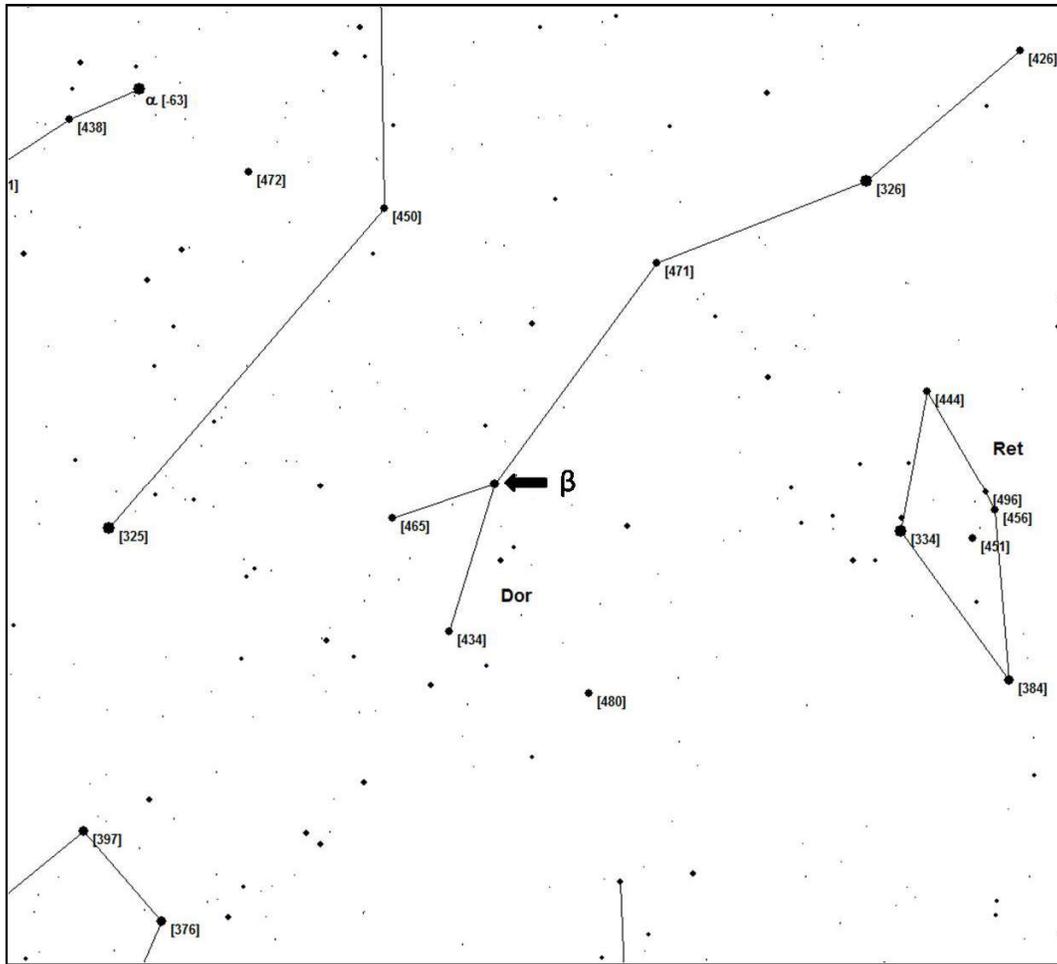
ZIJLSTRA, A.A.; BEDDING, T.R. Period evolution in Mira variables. *Journal of the American Association of Variable Star Observers*, v. 31, p. 2-10, 2002. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2002JAVSO..31....2Z>>. Acesso em: 30 de agosto de 2017.

ZIJLSTRA, A.A.; BEDDING, T.R; MATTEI, J.A. The evolution of the Mira variable R Hydrae. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 334:3, p. 498-510, 2002. Disponível em: <<http://adsabs.harvard.edu/abs/2002MNRAS.334..498Z>>. Acesso em: 30 de agosto de 2017.

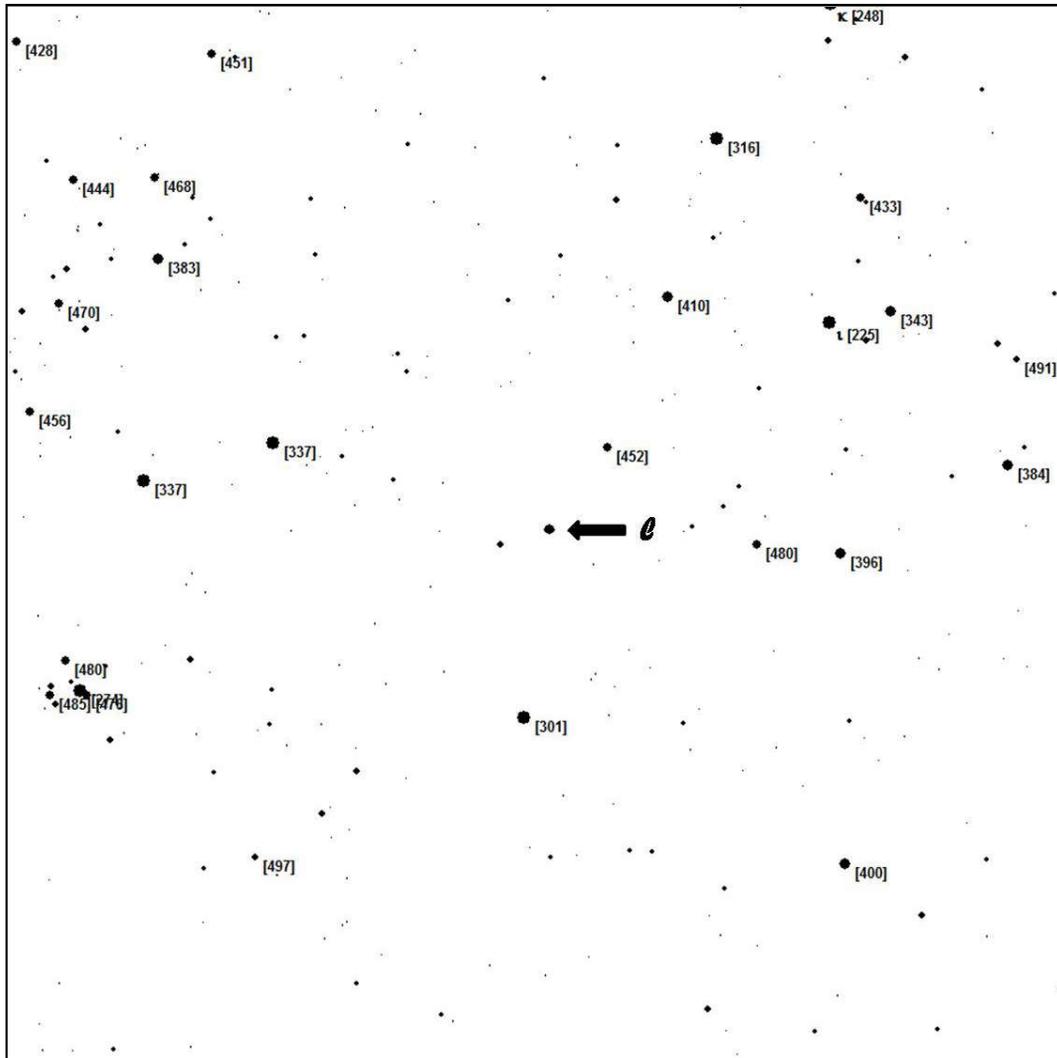
%%%%%%%%%%%%%%%%%

APÊNDICE A, CAPÍTULO 12

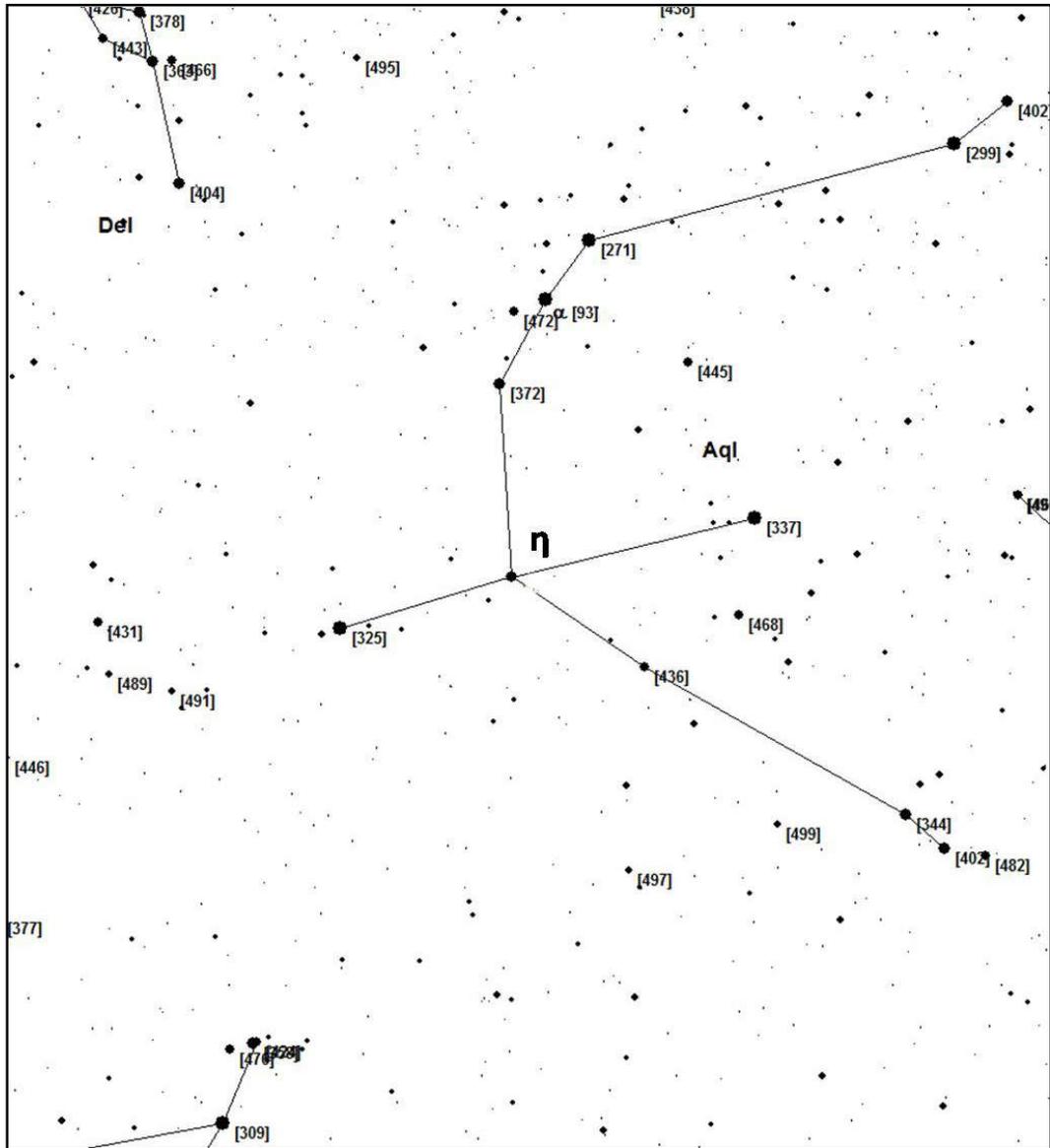
MAPAS PARA A OBSERVAÇÃO DAS ESTRELAS DOS PROJETOS PROPOSTOS



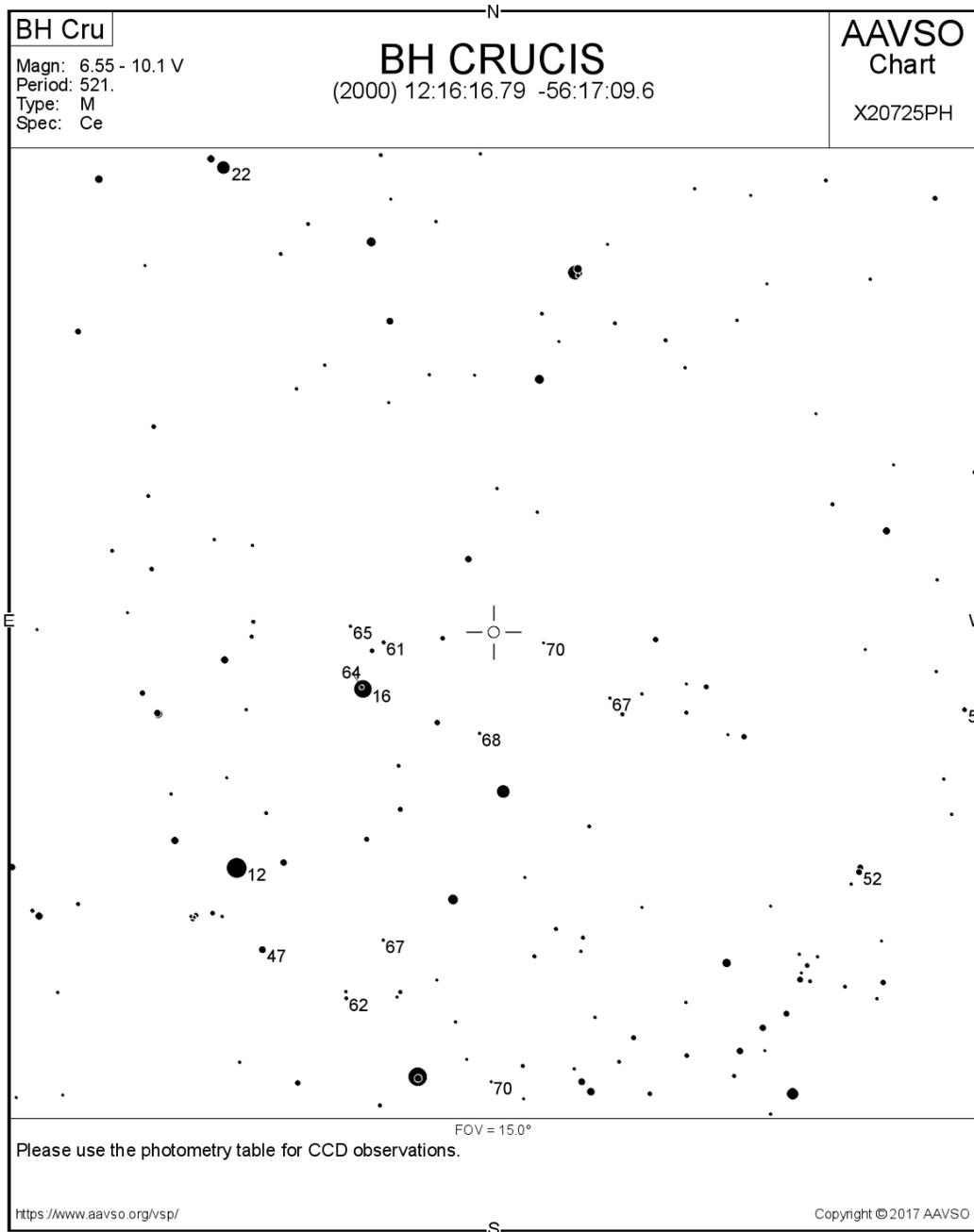
Mapa 1 – Carta de busca para a Cefeida Beta (β) Doradus (seta). Consultar Tabela 12.1. Norte para cima, Leste para a esquerda no mapa. Magnitudes de estrelas de comparação indicadas entre parênteses, sem pontos ou vírgulas. (Crédito do autor.)



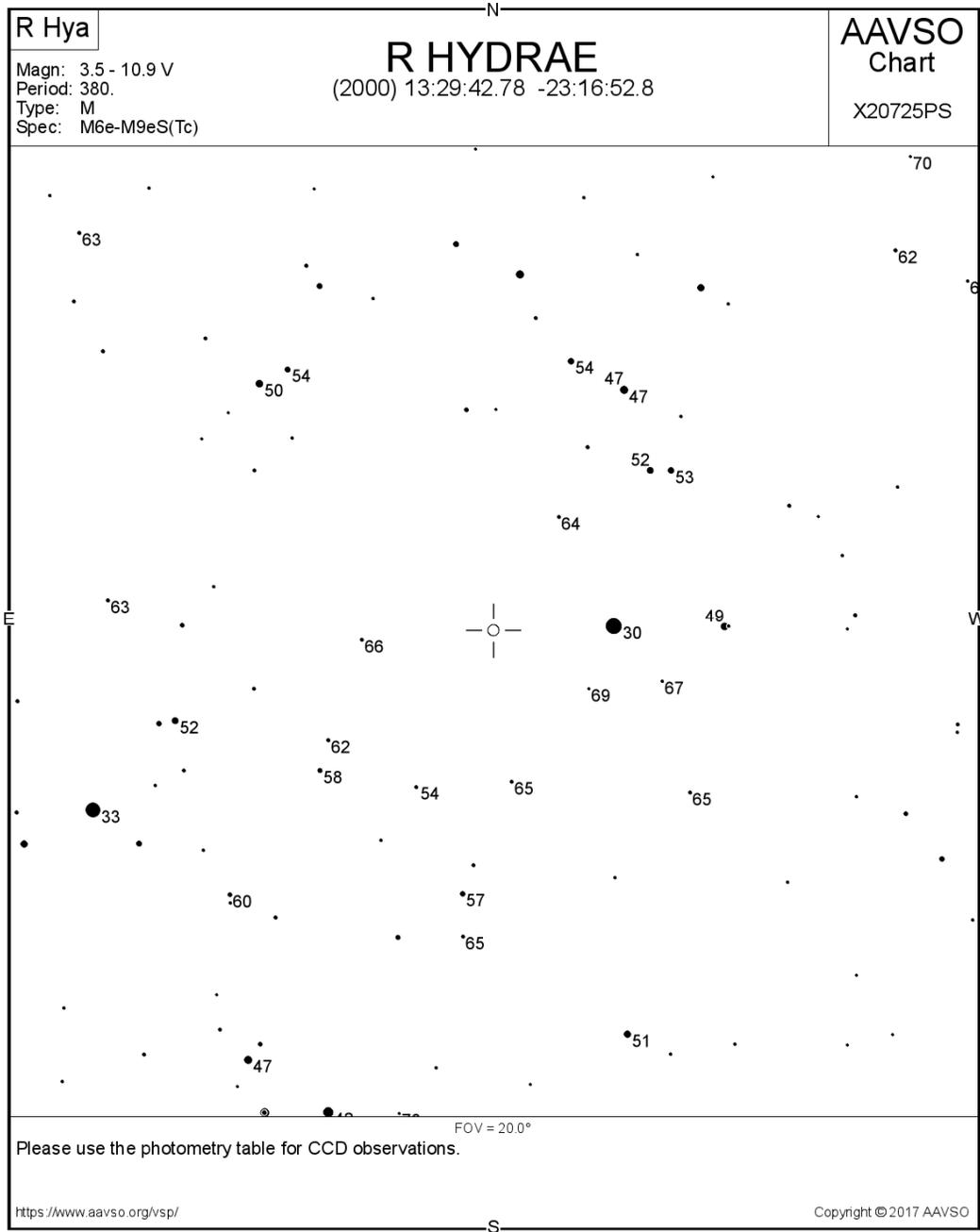
Mapa 2 – Carta de busca para a Cefeida ℓ Carinae (seta). Consultar Tabela 12.1. Norte para cima, Leste para a esquerda no mapa. Magnitudes de estrelas de comparação indicadas entre parênteses, sem pontos ou vírgulas. (Crédito do autor.)



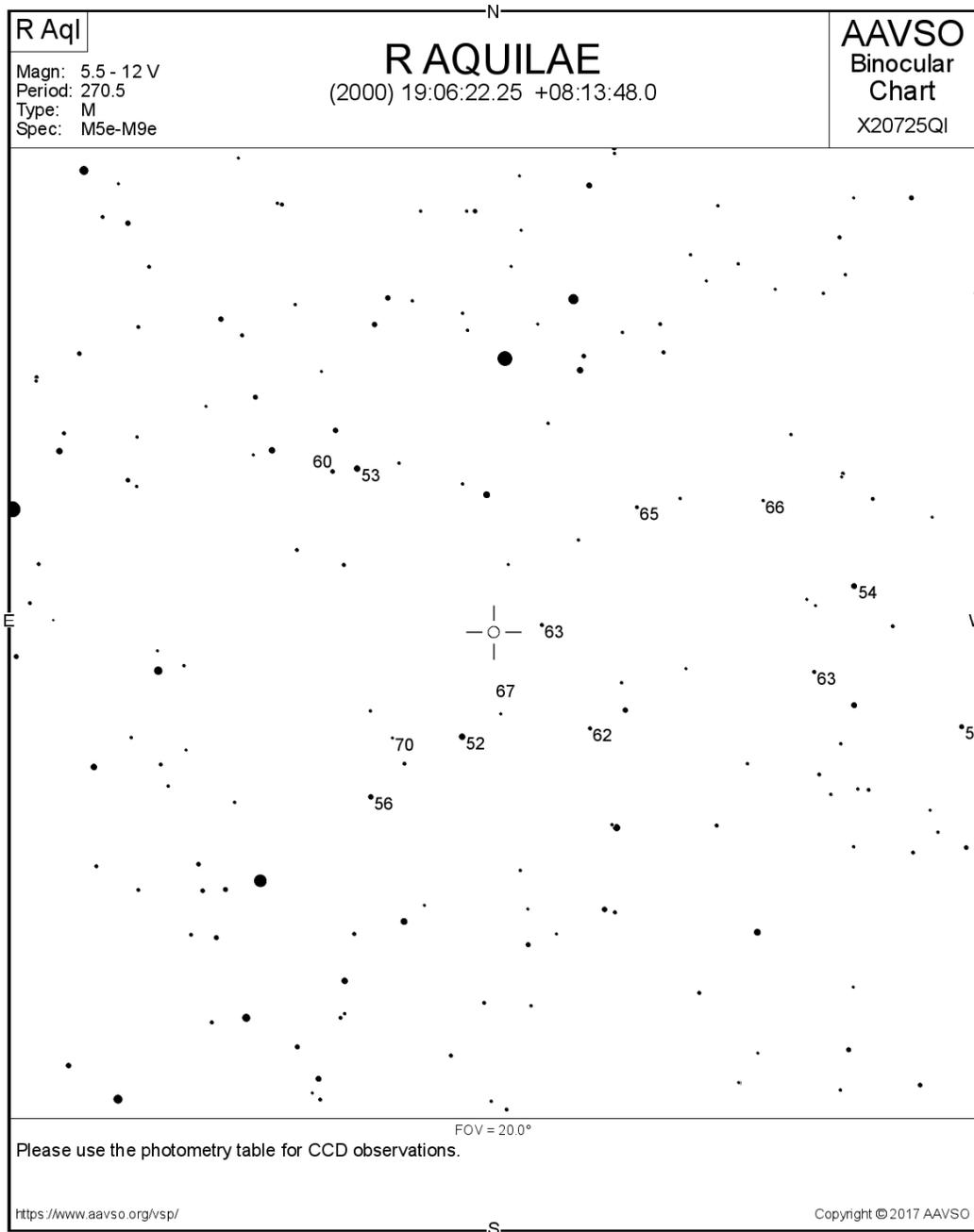
Mapa 4 – Carta de busca para a Cefeida Eta (η) Aquilae. Consultar Tabela 12.1. Norte para cima, Leste para a esquerda no mapa. Magnitudes de estrelas de comparação indicadas entre parênteses, sem pontos ou vírgulas. (Crédito do autor.)



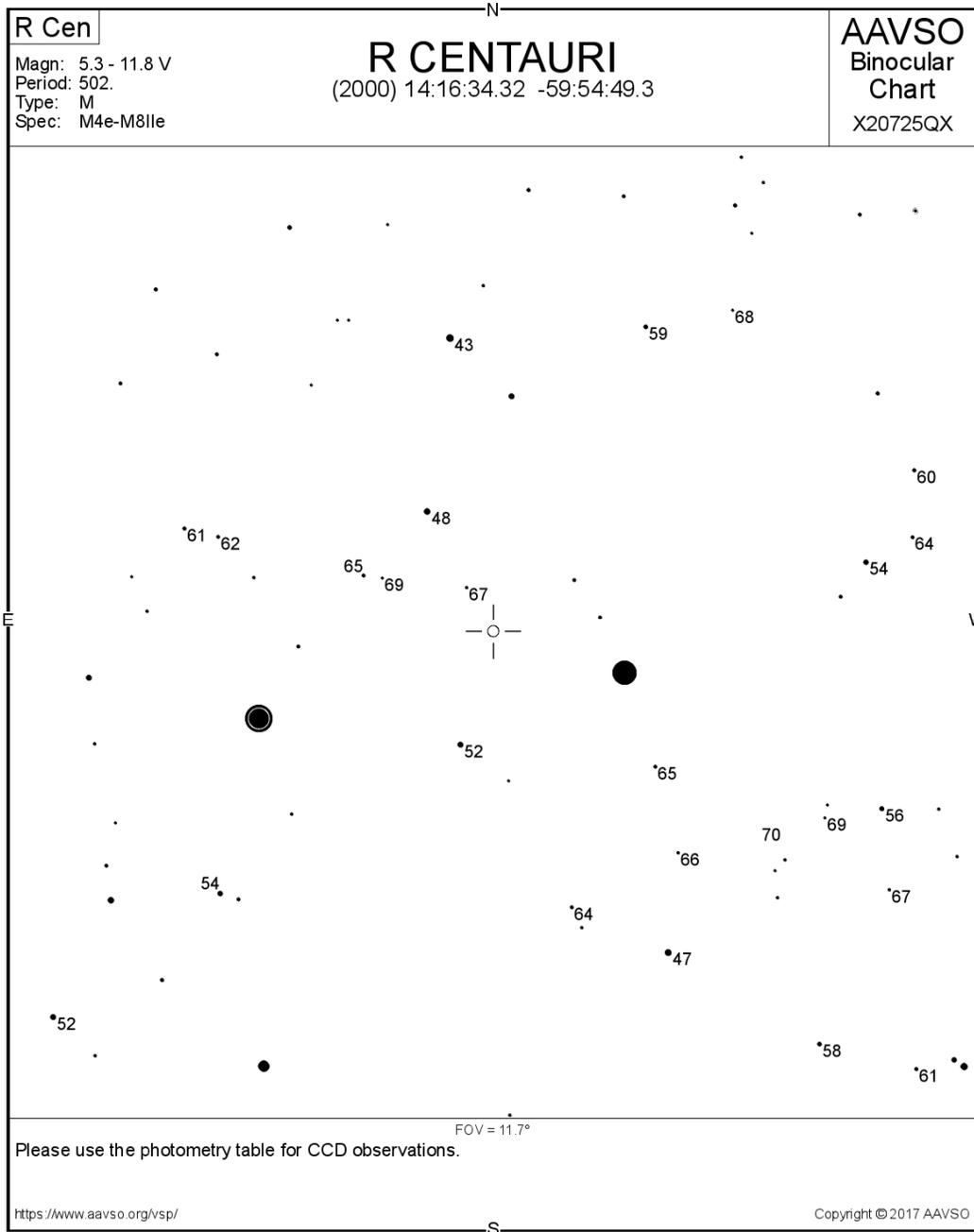
Mapa 5 – Carta AAVSO para a variável BH Crucis, da classe Mira. Consultar Tabela 12.2. Norte para cima, Leste para a esquerda no mapa. Magnitudes de estrelas de comparação indicadas sem pontos ou vírgulas. (Crédito: AAVSO.)



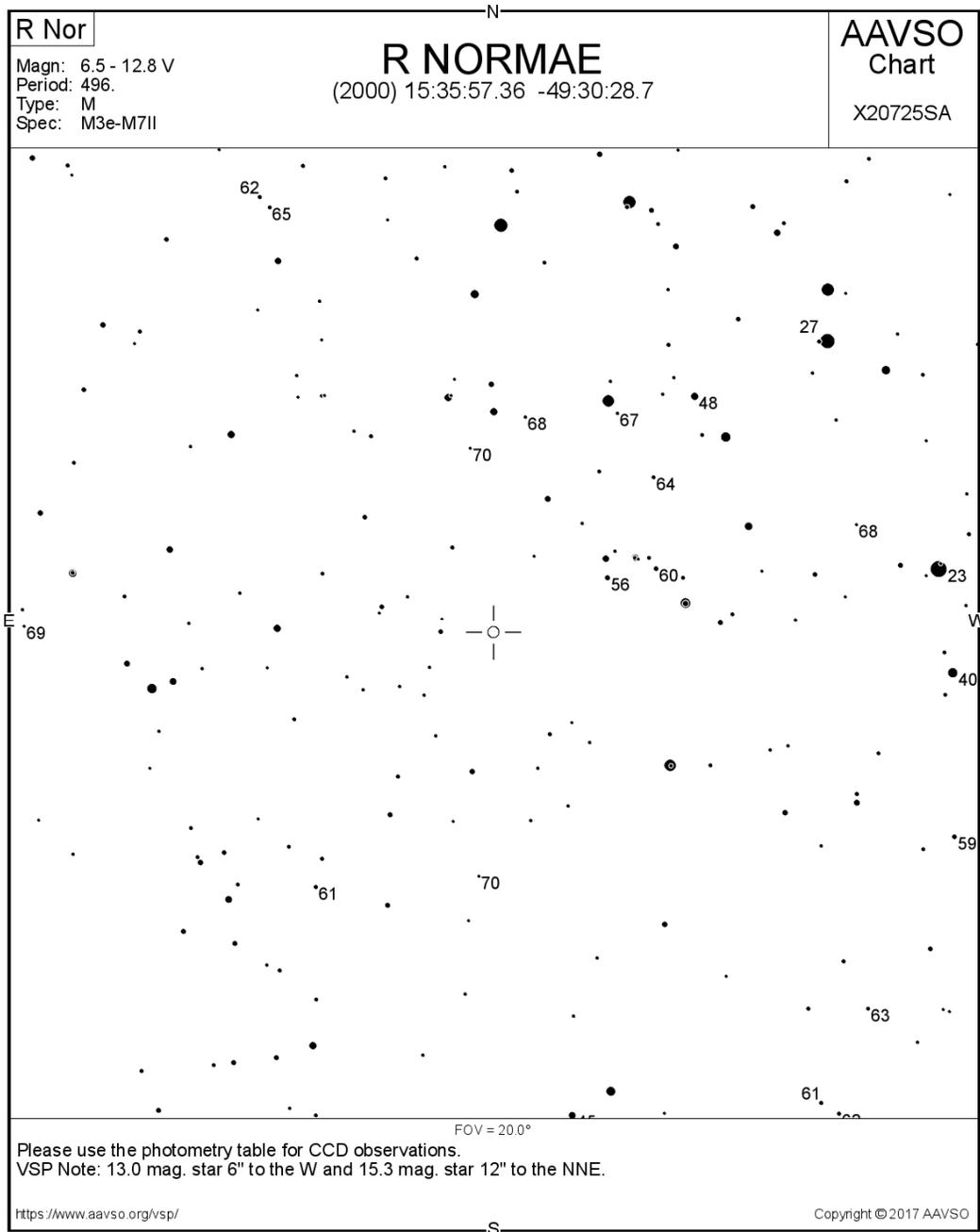
Mapa 6 – Carta AAVSO para a variável R Hydrae, da classe Mira. Consultar Tabela 12.2. Norte para cima, Leste para a esquerda no mapa. Magnitudes de estrelas de comparação indicadas sem pontos ou vírgulas. (Crédito: AAVSO.)



Mapa 7 – Carta AAVSO para a variável R Aquilae, da classe Mira. Consultar Tabela 12.2. Norte para cima, Leste para a esquerda no mapa. Magnitudes de estrelas de comparação indicadas sem pontos ou vírgulas. (Crédito: AAVSO.)



Mapa 8 – Carta AAVSO para a variável R Centauri, da classe Mira. Consultar Tabela 12.2. Norte para cima, Leste para a esquerda no mapa. Magnitudes de estrelas de comparação indicadas sem pontos ou vírgulas. (Crédito: AAVSO.)



Mapa 9 – Carta AAVSO para a variável R Normae, da classe Mira. Consultar Tabela 12.2. Norte para cima, Leste para a esquerda no mapa. Magnitudes de estrelas de comparação indicadas sem pontos ou vírgulas. (Crédito: AAVSO.)

ANEXOS

As páginas seguintes contêm as traduções para o português de dois “exercícios de laboratório” (simulações didáticas de projetos astrofísicos reais realizadas em computadores) desenvolvidos originalmente pela equipe do Projeto CLEA (Contemporary Laboratory Experiences in Astronomy), do Gettysburg College, PA (EUA), com apoio da National Science Foundation e da NASA.

As traduções foram preparadas para facilitar aos professores a aplicação desses excelentes trabalhos do Gettysburg College, que os disponibiliza gratuitamente desde 1992 a astrônomos e educadores de todo o mundo. Selecionamos dois dos mais representativos exercícios do Projeto CLEA para serem realizados em classe pelos alunos, conforme descrito em detalhes na seção “Atividades sugeridas (para professores)” do Capítulo 7 do Guia de Estudos. Trata-se dos exercícios “Photoelectric Photometry of the Pleiades” (Fotometria Fotoelétrica das Plêiades) e “Classification of Stellar Spectra” (Classificação de Espectros Estelares).

Considerando o volume de trabalho envolvido em cada exercício, optamos aqui por dividir cada um deles em duas partes. Cada parte pode ser executada tipicamente em duas a três horas pelos alunos, trabalhando em grupos de quatro a cinco pessoas sob a orientação do professor. Recomendamos vivamente, caso o cronograma de aulas o permita e a critério do professor, a realização de todos os quatro exercícios na ordem abaixo indicada. Em qualquer circunstância, todavia, só se deve realizá-los após completar o Capítulo 7 do Guia de Estudos, ocasião em que todo o conteúdo teórico necessário para sua execução já terá sido fornecido. Assume-se, naturalmente, que os alunos disponham de computadores com o programa VIREO já instalado¹²³.

O primeiro exercício (“Photoelectric Photometry of the Pleiades”) foi dividido em:

- Fotometria Fotoelétrica das Plêiades, Parte 1 (Determinação das magnitudes aparentes e índices de cor de 24 estrelas do aglomerado das Plêiades).
- Fotometria Fotoelétrica das Plêiades, Parte 2 (Diagrama HR e distância do aglomerado das Plêiades).

O segundo exercício (“Classification of Stellar Spectra”) foi dividido em:

- Espectrometria, Parte 1 (Classificação de espectros estelares)
- Espectrometria, Parte 2 (Aquisição de espectros estelares, Paralaxe espectroscópica).

Traduções originais feitas pelo autor. Adaptação para o pacote VIREO e respectivas traduções feitas por Francisco Conte, Lilian Pera, Maria da Anunciação Rodrigues e Maria Eduarda Frabasile.

¹²³ O programa VIREO é obtido em <<http://www3.gettysburg.edu/~marschal/clea/cleahome.html>>. Em caso de quaisquer dúvidas, consultar a seção “Atividades sugeridas (para professores)” do Capítulo 7 do Guia de Estudos.

ANEXO 1

Exercício CLEA – Fotometria Fotoelétrica das Plêiades

Parte 1 – Determinação das magnitudes aparentes e índices de cor de 24 estrelas do aglomerado das Plêiades

Conceitos envolvidos

Magnitude aparente, índice de cor.

Objetivos

Usar um fotômetro simulado para medir as magnitudes aparentes U, B e V de 24 estrelas do aglomerado das Plêiades.

Material necessário

Calculadora, computador com Windows e programa CLEA VIREO “Photoelectric Photometry of the Pleiades”, papel milimetrado, papel transparente, lápis e régua ou planilha de dados.

Introdução

O programa “Photoelectric Photometry of the Pleiades” faz uma simulação realista de fotômetros acoplados a telescópios profissionais. Os telescópios são controlados por um computador que permite movê-los de uma estrela para outra e fazer medidas. Filtros diferentes podem ser selecionados para cada medida, e o tempo de integração pode ser ajustado. O computador também executa o trabalho de converter a contagem de fótons em magnitudes aparentes e fornece uma estimativa da qualidade dos dados coletados.

Na primeira parte deste exercício, você coletará dados de 24 estrelas do aglomerado estelar das Plêiades (M45). Você medirá as magnitudes aparentes de cada estrela, em cada uma das três cores (U, B e V). Assumiremos que todas essas estrelas estão aproximadamente à mesma distância. Essa hipótese é razoável, uma vez que elas pertencem ao mesmo aglomerado.

Medidas das magnitudes aparentes e índices de cor de 24 estrelas do aglomerado das Plêiades

1. Inicializar o VIREO e inserir as informações do aluno

- Clique no menu **File** e, no menu vertical que se abre, em **Login**.
- Digite seu nome e os de seus colegas de grupo nos campos **Student#...** Clique **OK** e depois **Sim**, na janela com os dizeres “**Have you finished logging in?**”.

2. Abrir o programa de fotometria fotoelétrica das Plêiades

- Clique no menu **File**.
- No menu vertical que se abre, clique em **Run exercise...** No menu vertical seguinte, clique em “**Photoelectric Photometry of the Pleiades**”

Se durante a execução do exercício você tiver alguma dúvida, acesse o menu **Help – Topics**.

3. Escolher o telescópio

- Clique em **Telescopes** e em **Optical**.
- A princípio normalmente só estará disponível o telescópio de 0,4 metro. Clique em **Access 0,4 Meter** para acessá-lo.

A utilização de telescópios de maior abertura é útil para a observação de estrelas de brilho fraco (em alguns casos, é a única opção). Durante a realização do exercício, quando você tiver uma ideia melhor do brilho das estrelas que serão medidas, poderá solicitar o acesso aos outros telescópios do menu. O programa foi desenvolvido de tal forma que, para diferentes usuários, o acesso aos outros telescópios poderá ser concedido em momentos diversos (simulando assim também o que acontece com os astrônomos na vida real).

4. Abrir a cúpula do observatório e fazer ajustes

- Clique na parte superior do botão que fica do lado direito da tela (**Open**).
- Quando a cúpula estiver totalmente aberta, o centro da tela mostrará uma vista do aglomerado.
- Na caixa **Telescope Control Panel**, na direita da tela, clique no botão onde está marcado **Off** para acionar o telescópio.
- Clique em **Tracking** para ligar o acompanhamento do telescópio e compensar o movimento de rotação da Terra.
- Na parte direita da tela, na caixa **View**, deslize o botão para **Telescope**, para obter uma ampliação maior (consequentemente, o campo de visão irá se restringir).

5. Fazer medidas do fundo do céu

- Coloque o círculo que representa a abertura do fotômetro em uma região sem estrelas para medir o brilho do céu. Para mover o telescópio use os botões **N, S, E, W**, na parte esquerda da tela. Você pode mudar a velocidade de movimento do telescópio com o botão **Slew Rate**.
- Na direita da tela, na caixa **Instrument**, com **Photometer** selecionado, clique em **Access**.
- Em **Filter**, arraste o botão para selecionar o filtro **U** (ultravioleta).
- Em **Integration seconds**, arraste o botão para escolher o tempo de integração de cada medida. O tempo pode ser ajustado entre 0,1 e 100 segundos.
- Em **# of Integrations** arraste o botão para selecionar o número de integrações. O programa permite que você faça de 1 a 5 integrações. O resultado final das medidas é fornecido pela média entre as sucessivas integrações.
- Confira se na caixa **Reading**: está selecionada a opção **Sky**.
- Clique em **Start** para iniciar as integrações e aguarde enquanto o fotômetro realiza esse trabalho.
- Preencha a primeira célula da tabela abaixo, anotando o valor médio dessas contagens por segundo do céu (**Mean sky counts/sec**) obtido para o filtro **U**.
- Preencha também os campos referentes a telescópio, tempo e integrações.
- Repita todo o procedimento para os filtros B e V, usando os mesmos parâmetros de tempo e número de integrações.

Medidas do fundo do céu
(contagens por segundo, filtros U, B e V)

	U	B	V	Telescópio	Tempo	Integrações
Padrão 1						
Padrão 2						
Padrão 3						
Padrão 4						
Padrão 5						
Padrão 6						
Padrão 7						
Padrão 8						
Padrão 9						
Padrão 10						

O tempo e o número de integrações utilizadas ao obter as medidas de magnitude de uma estrela deverão ser os mesmos usados para a medida do céu. Por exemplo, para medir a magnitude de uma estrela que necessite de quatro integrações de 10 segundos, será necessário que o céu tenha sido medido imediatamente antes com quatro integrações de 10 segundos.

Uma boa ideia é começar com um padrão de medida rápido, como 5 integrações de 1 segundo, por exemplo, medir todas as estrelas da planilha que for possível e só então passar a outro padrão de medida. Não esqueça de preencher, a cada mudança de padrão, a tabela **Medidas do fundo do céu**.

6. Medidas das estrelas

- Vamos medir agora as magnitudes U, B e V das estrelas relacionadas na **Planilha de dados** que se encontra no fim deste Anexo 1. Para localizar cada estrela que consta dessa planilha, você poderá utilizar os botões **N, S, E, W**. As coordenadas da posição do diafragma (círculo vermelho) aparecem na parte inferior da tela. Outra opção, mais prática, é inserir diretamente as coordenadas da estrela. Para isso, clique no menu em **Slew** e em seguida em **Set Coordinates**. Forneça a ascensão reta e declinação da primeira estrela. Clique **OK** e o telescópio se moverá para ela.
- Se necessário, acerte a posição do diafragma, de modo que a estrela fique bem no centro. Volte à tela do fotômetro (**Access**), mude o botão deslizante da caixa **Reading** de **Sky** para **Object** e faça medidas dessa estrela nos três filtros (**U, B e V**), com os mesmos parâmetros de integrações e tempo usados para medir o fundo do céu. A cada medida verifique a razão sinal/ruído (**SN ratio**), que deverá ser superior a 100.
- Caso a razão sinal/ruído seja insatisfatória, pule essa estrela e passe para a seguinte da lista, deixando para refazer suas medidas no final, com tempo ou número de integrações maior (ou usando outro telescópio, se necessário). Lembre-se, sempre que mudar o tempo, número de integrações ou telescópio, de medir antes o fundo do céu usando esses novos parâmetros e de anotá-los numa nova linha da tabela **Medidas do fundo do céu**.
- Preencha a linha correspondente à estrela na **Planilha de dados** com os valores de magnitude obtidos, até três casas decimais. Na coluna **Padrão**, insira o número correspondente que está na tabela **Medidas do fundo do céu**.
- Repita o procedimento para todas as demais estrelas da planilha. Uma maneira mais fácil de acessá-las é clicar em **Slew – Observation hot list – View/Select from list...**
- Você poderá salvar seus resultados no programa, mas para isso deve gravar cada uma das medidas em cada um dos filtros, clicando em **File – Data – Record/review** ao final de cada medida (caso você não faça isso, um lembrete aparecerá na tela, cada vez iniciar uma medida com um novo filtro). E, ao final da observação, antes de fechar o programa, salve essas informações usando o menu **Tools – Result editors – Observational results – Save data**.

7. Mudança de telescópio

- Para solicitar tempo em um telescópio maior, feche primeiramente a tela do telescópio em uso (**File – Exit telescope**).
- Clique em **Telescopes – Optical – Request time** e escolha outro telescópio. Se você não obtiver o acesso imediatamente, o programa avisará quando chegar o momento adequado para solicitá-lo novamente. Refaça o pedido e, caso seja realmente aceito, clique em **Telescopes – Optical** e, na lista da parte de baixo do menu vertical, no telescópio que irá usar. Automaticamente a cúpula será fechada, para que você possa então abrir o novo telescópio (botão **Open**).

É possível pedir acesso aos dois telescópios maiores ao mesmo tempo. É importante: no momento em que conseguir o telescópio não demore a usá-lo, pois depois de algum tempo ele poderá ser desabilitado. Além disso, ele sempre será disponibilizado para um número limitado de medidas.

Ao utilizar um novo telescópio, refaça as medidas do fundo do céu antes de medir as magnitudes de estrelas.

8. Conclusão da primeira parte do exercício

- Quando tiver terminado as medidas de todas as estrelas, feche a janela de fotometria, clique no botão **Tracking** para desligar o acompanhamento do telescópio e depois no menu **File – Exit telescope**. Na direita, clique na parte de baixo do botão (**Close**) para fechar a cúpula.

Se quiser salvar as magnitudes que gravou durante a realização do exercício para poder acessá-las mais tarde, use o menu **Tools – Result editors – Observacional results – Save data**. Para acessá-las quando reabrir o programa, clique em **Tools – Result editors – Observacional results – Load saved data**.

- Calcule os índices de cor B-V até duas casas decimais e anote na planilha. Estrelas quentes terão B-V pequenos e em alguns casos negativos. Estrelas frias terão B-V entre 1 e 2.

Após preencher toda a **Planilha de Dados**, copie-a ou imprima-a para uso na Parte 2 do exercício.

Fonte e referências para este exercício:

**CLEA – Contemporary Laboratory Experiences in Astronomy – Department of Physics,
Gettysburg College, Gettysburg, PA 17325, USA.**

<http://www3.gettysburg.edu/~marschal/clea/cleahome.html>

Planilha de dados

Estrela	Padrão	RA (h min s)	Dec (° ' ")	U	B	V	(B-V)
1		3 41 18	23 58 00				
2		3 42 55	24 29 36				
3		3 44 07	24 20 12				
4		3 45 07	24 15 49				
5		3 45 13	24 28 02				
6		3 45 40	24 37 39				
7		3 45 42	25 03 26				
8		3 45 43	24 16 13				
9		3 45 48	24 52 43				
10		3 46 27	24 15 18				
11		3 46 28	23 35 35				
12		3 46 34	23 37 27				
13		3 46 51	23 14 22				
14		3 46 59	24 31 12				
15		3 47 01	24 22 24				
16		3 47 29	24 06 18				
17		3 47 37	23 36 34				
18		3 47 51	24 40 45				
19		3 48 13	25 05 56				
20		3 48 21	23 25 16				
21		3 48 30	24 20 44				
22		3 49 08	24 00 40				
23		3 49 25	23 47 42				
24		3 49 57	24 20 56				

ANEXO 2

Exercício CLEA – Fotometria Fotoelétrica das Plêiades

Parte 2 – Diagrama HR e distância do aglomerado das Plêiades

Conceitos envolvidos

Magnitude absoluta, magnitude aparente, índice de cor, distância, diagrama HR.

Objetivos

1. Fazer e comparar diagramas HR, encontrar a relação entre magnitude aparente e magnitude absoluta.
2. Determinar a distância do aglomerado M45 (Plêiades).

Material necessário

Calculadora, planilha de dados obtida na Parte 1 deste exercício (ou computador com Windows e programa CLEA VIREO “Photoelectric Photometry of the Pleiades”, para os que optarem por fazer as duas partes do exercício de uma só vez). Papel milimetrado, folha de papel ou plástico transparente (transparência para retroprojeter, papel celofane ou papel de seda) e caneta adequada para escrever na transparência. Alternativamente ao processo manual, poderá ser usado software MS-Excel ou equivalente para a construção dos gráficos.

Introdução

Na primeira parte deste exercício, você coletou dados de 24 estrelas do aglomerado estelar das Plêiades (M45), mediu as magnitudes aparentes de cada estrela em cada uma das três cores U, B, V e calculou seu índice de cor (B-V).

Nesta segunda parte, você construirá, a partir dos seus dados medidos, um diagrama HR (Hertzsprung-Russell), mostrando as magnitudes aparentes V das estrelas do aglomerado em função de seus índices de cor. O índice de cor (B-V) é a magnitude aparente no filtro azul (B) menos a magnitude aparente no filtro visual (V). Assumiremos que todas essas estrelas estão aproximadamente à mesma distância. Essa hipótese é razoável, uma vez que elas pertencem ao mesmo aglomerado.

Você construirá também outro diagrama HR (padrão), referente a um grupo de estrelas da sequência principal com magnitudes absolutas visuais previamente conhecidas (tabela **Estrelas-padrão da sequência principal**). Sobrepondo e alinhando

esses dois gráficos, você poderá associar a magnitude aparente (V) de uma estrela do aglomerado das Plêiades com sua magnitude absoluta (M_V).

Conhecendo a magnitude aparente e a magnitude absoluta da estrela, você poderá determinar a sua distância, em parsecs, a partir da equação do módulo de distância:

$$(V - M_V) = 5 \log d - 5$$

onde $(V - M_V)$ é o *módulo de distância* e

V = magnitude aparente

M_V = magnitude absoluta

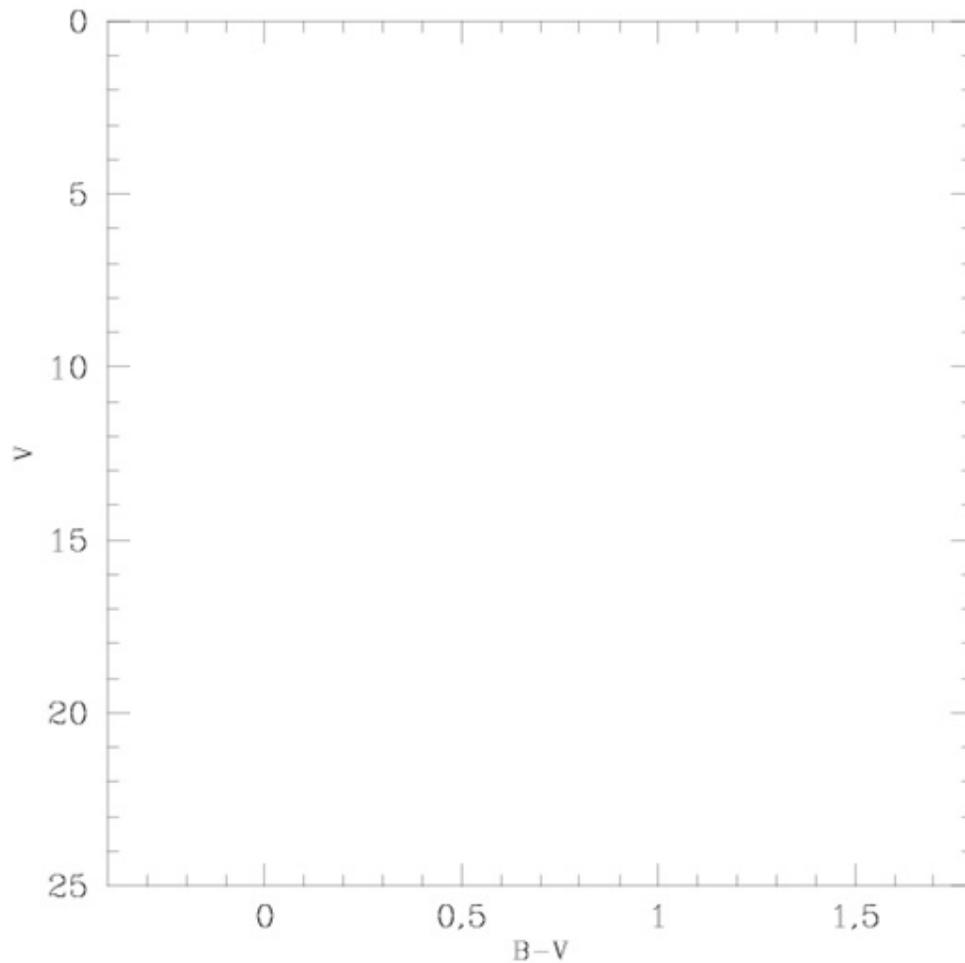
d = distância em parsecs

Construção dos diagramas HR e determinação da distância do aglomerado das Plêiades

1. Construção do diagrama HR das Plêiades

Para construir seu diagrama HR, você deve usar uma folha de papel milimetrado (ou planilha Excel). Recupere a **Planilha de dados** que você montou na primeira parte deste exercício. Plote no eixo vertical (y) as magnitudes aparentes visuais (V) das estrelas que mediu. Plote no eixo horizontal (x), os valores de $(B-V)$ que calculou para essas estrelas. Lembre-se de que, quanto mais fraca uma estrela, maior é o número que representa sua magnitude aparente. Construa seu eixo y “invertido”, de modo que a magnitude zero esteja no topo do eixo, e a magnitude 25 esteja na interseção com o eixo horizontal. O eixo x deve cobrir o intervalo entre $-0,4$ (à esquerda) e $1,8$ (à direita).

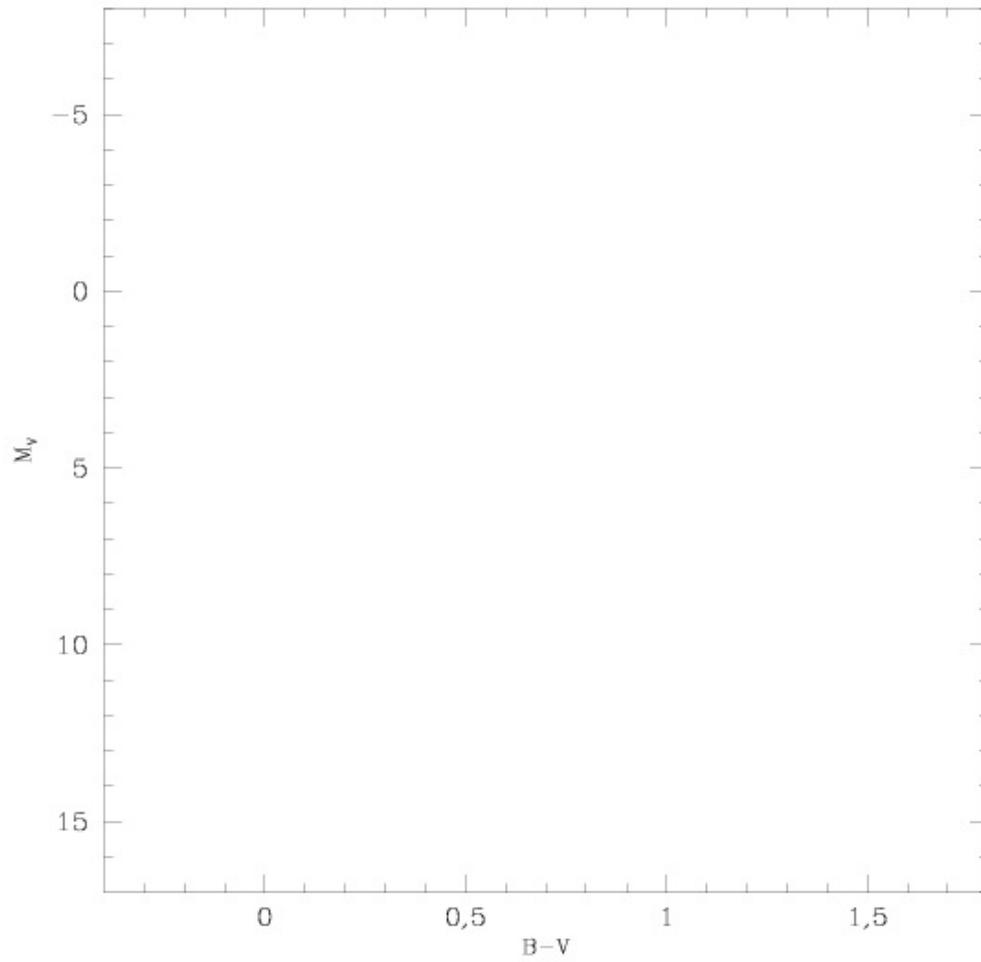
Faça seu gráfico como no gabarito abaixo, mas expandido, de forma a ocupar toda a folha de papel milimetrado. Um gráfico muito pequeno torna mais difícil a colocação dos dados de forma precisa.



2. Construção do diagrama HR das estrelas-padrão

Você agora criará um segundo gráfico na sua transparência. Neste gráfico, você plotará os dados constantes da tabela **Estrelas-padrão da sequência principal**, referente a um grupo de estrelas da sequência principal para as quais as magnitudes absolutas visuais (M_V) foram previamente determinadas.

- Coloque a folha de papel ou plástico transparente sobre seu gráfico e, com uma régua, trace os eixos x e y de forma que eles fiquem exatamente do mesmo tamanho e com as mesmas divisões que os do diagrama HR dos dados medidos. A diferença é que o eixo y deste novo gráfico terá uma escala entre -8 (limite superior) e $+17$ (limite inferior). A escala do eixo x fica a mesma. A figura abaixo mostra o que deve aparecer em cada eixo do gráfico na folha transparente.



- Agora, plote as estrelas-padrão da tabela **Estrelas-padrão da sequência principal** na sua folha transparente.

Estrelas-padrão da sequência principal

Magnitude absoluta M_v	Índice de cor (B-V)	Tipo espectral
-5,8	-0,35	O5
-4,1	-0,31	B0
-1,1	-0,16	B5
0,7	0,00	A0
2,0	0,13	A5
2,6	0,27	F0
3,4	0,42	F5
4,4	0,58	G0
5,1	0,70	G5
5,9	0,89	K0
7,3	1,18	K5
9,0	1,45	M0
11,8	1,63	M5
16,0	1,80	M8

3. Determinação da distância do aglomerado das Plêiades

- Deslize o papel transparente sobre o papel milimetrado para cima e para baixo até a posição em que as duas sequências principais de estrelas se sobreponham melhor na parte central, sempre mantendo os eixos y superpostos. As estrelas vermelhas e frias (na parte inferior direita do gráfico das Plêiades) poderão ter uma dispersão um pouco maior e não se ajustarem muito bem.
- Quando as duas sequências estiverem superpostas, cada estrela da sequência principal combinada pode ser descrita ou em termos de V ou de M_v . A relação entre magnitude absoluta e magnitude aparente é a mesma para todas as estrelas, não importa sua magnitude. Então, pegue qualquer magnitude na

escala de magnitude absoluta e leia sua magnitude aparente correspondente. Leia cada escala com precisão de uma casa decimal.

Conhecendo a magnitude aparente (V) e a magnitude absoluta (M_V) de uma estrela, você poderá determinar sua distância d , em parsecs, a partir da equação do módulo de distância:

$$(V - M_V) = 5 \log d - 5$$

Note que a distância determinada na equação acima está em parsecs. Converta depois a sua resposta para anos-luz, lembrando que 1 pc equivale a 3,26 anos-luz.

Se você desejar, poderá repetir esse procedimento para várias estrelas e fazer uma média aritmética dos valores de d obtidos para cada estrela. Isso pode melhorar a precisão do seu resultado.

Resumo do processo:

- Magnitude absoluta (lida na folha transparente): $M_V = \dots\dots\dots$
- Magnitude aparente (lida na folha milimetrada): $V = \dots\dots\dots$
- Distância ao aglomerado: $d = \dots\dots\dots$ (parsecs)
- Distância ao aglomerado: $d = \dots\dots\dots$ (anos-luz)

Fonte e referências para este exercício:

**CLEA – Contemporary Laboratory Experiences in Astronomy – Department of Physics,
Gettysburg College, Gettysburg, PA 17325, USA.**

<<http://www3.gettysburg.edu/~marschal/clea/cleahome.html>>

ANEXO 3

Exercício CLEA – Espectrometria

Parte 1 – Classificação de espectros estelares

Conceitos envolvidos

Espectros contínuo e discreto, linhas de absorção, tipo espectral, sequência principal, lei de Wien.

Objetivos

1. Familiarizar-se com a aparência de espectros de estrelas da sequência principal.
2. Fazer a classificação espectral de estrelas da sequência principal.

Material necessário

Computador com Windows e programa CLEA VIREO “Classification of Stellar Spectra”.

Introdução

O exercício computacional CLEA consiste em duas partes. Nesta primeira parte, você examinará os espectros digitalizados de 25 estrelas desconhecidas, determinará o tipo espectral de cada uma delas e anotará seus resultados juntamente com a justificativa para a classificação. Para realizar essa tarefa, você usará um atlas digital representativo com 13 espectros-padrão (incluído no software). Comparando as intensidades relativas de linhas de absorção características com as das estrelas desconhecidas você será capaz de estimar seu tipo espectral.

Classificação espectral de estrelas da sequência principal

1. Inicializar o VIREO e inserir as informações do aluno

- Clique no menu **File** e, no menu vertical que se abre, em **Login**.
- Digite seu nome e os de seus colegas de grupo nos campos **Student#...** Clique **OK** e depois **Sim**, na janela com os dizeres “**Have you finished logging in?**”.

Se durante a execução do exercício você tiver alguma dúvida, acesse o menu **Help – Topics**.

2. Abrir o programa de classificação espectral de estrelas

- Clique no menu **File** e, no menu vertical que se abre, em **Run exercise** e depois em **Classification of Stellar Spectra**.

3. Abrir o atlas de espectros-padrão

- Clique no menu **Tools** e, no menu vertical que se abre, em **Spectral classification**.
- Clique no menu **File** e em **Atlas of Standard Spectra**.
- No quadrinho que se abre, dê um duplo clique sobre **Main Sequence**.

Você poderá acessar treze espectros-padrão, listados na janela do lado direito da tela. São sempre exibidos dois espectros-padrão, nos painéis superior e inferior da tela. Para mudar os espectros exibidos, use as setas do teclado ou clique nos nomes dos tipos espectrais, na janela da direita.

O número romano **V** ao lado de cada tipo espectral indica que são estrelas da sequência principal.

Os pontos mais altos dos espectros correspondem ao *contínuo*, que é devido à luz total da fotosfera das estrelas. Os sulcos nos espectros são *linhas de absorção* produzidas por átomos e íons na atmosfera das estrelas.

Duas coisas importantes podem ser notadas olhando-se todos os espectros:

1. Os diferentes tipos espectrais mostram diferentes linhas de absorção, que correspondem às transições atômicas que ocorrem em cada temperatura.
2. A forma do contínuo varia, pois é determinada pela lei de radiação do corpo negro (lei de Planck). A lei de Wien nos diz que o comprimento de onda em que ocorre a intensidade máxima (λ_{\max}) é inversamente proporcional à temperatura do objeto (T):

$$\lambda_{\max} = (2,9 \times 10^7) / T$$

onde λ_{\max} está em angstroms (Å) e T em kelvins (K).

Ou seja, quanto maior a temperatura da estrela, menor será o comprimento de onda correspondente à intensidade máxima do contínuo.

Observando o contínuo das treze estrelas do atlas, você pode dizer qual tipo espectral é mais quente?

Identifique-o aqui.....

Qual tipo espectral, aproximadamente, tem o pico do contínuo em 4200 Å?

.....

Qual seria a temperatura dessa estrela?

4. Comprimentos de onda e intensidades

- Para medir o comprimento de onda e a intensidade de qualquer ponto do espectro, clique sobre ele. Surge uma linha cruzada na tela, que facilita a centralização sobre o ponto. Você poderá usar ainda os botões **In** e **Out** do **Zoom** (na direita da tela), se quiser ampliar ou reduzir o campo, para melhorar o posicionamento do cursor. A leitura do comprimento de onda e da intensidade é vista abaixo dos painéis.

Escolha qualquer ponto do contínuo do espectro-padrão B0 V e anote abaixo seu comprimento de onda e intensidade.

Comprimento de onda Intensidade.....

Meça o comprimento de onda e a intensidade do ponto mais profundo da linha de absorção mais intensa (mais funda) no espectro-padrão F0 V. Anote abaixo:

Comprimento de onda Intensidade.....

5. Linhas espectrais e elementos químicos

- Agora você irá identificar os elementos químicos que produzem as linhas. Para isso, clique no menu **File** e em **Spectral Line Table**. Aparecerá uma lista de linhas espectrais, cada uma com o comprimento de onda e o elemento que a produz. O algarismo romano ao lado do símbolo do elemento indica se o elemento é neutro (I) ou ionizado (o algarismo II indica uma vez ionizado, III indica duas vezes ionizado etc.) Ao clicar sobre uma linha do espectro, o nome da linha será destacado na lista. Ou, alternativamente, clicando sobre um nome na lista, a linha correspondente será indicada no espectro.

Para obter mais informações sobre uma linha, clique duas vezes sobre o nome na lista.

Exercício da Tabela 1 – Linhas espectrais

Para cada um dos seis tipos espectrais listados na tabela, identifique agora as principais linhas espectrais produzidas, suas intensidades e os elementos que as estão produzindo. Atenção: lembre-se de clicar sobre a linha no painel do tipo espectral que

está sendo estudado, e não em algum outro. Liste seus resultados na tabela 1 deste exercício.

6. Para classificar uma estrela

- Clique no menu **File**, em **Unknown Spectrum** e em **Program List**. Uma lista de estrelas vai aparecer, com a primeira delas – HD124320 – já selecionada. Clique duas vezes sobre esse nome. O espectro dessa estrela vai aparecer no painel central da tela. Nos painéis superior e inferior permanecerão os espectros-padrão do atlas.

Observe que os espectros que você está vendo (que são típicos daqueles usados para classificação espectral) não cobrem todo o intervalo de comprimentos de onda visíveis (3900 a 7000 Angstroms), mas apenas uma porção limitada entre 3700 Å e 4700 Å. Esta é uma simulação precisa do que acontece na prática: a faixa espectral que se consegue cobrir é uma função das características do equipamento (espectroscópio, telescópio) usado.

A que faixas de energia corresponde o intervalo coberto pelo espectroscópio deste exercício?

No trecho visível do espectro, a que cores corresponde o intervalo coberto pelo espectroscópio deste exercício?

- Começando pelos primeiros espectros-padrão vistos no atlas, você verá o de uma estrela O5, no painel de cima, e o de uma estrela B0, no de baixo. Vá alternando agora os espectros-padrão exibidos, até que o da estrela desconhecida fique entre dois de aparência bem próxima. Por exemplo, o espectro da estrela HD 124320 está entre os de uma A1 e de uma A5. Confira.
- Para fazer a comparação de uma maneira mais precisa, clique em **File**, **Display** e **Show Difference**. O painel de baixo passa então a mostrar uma linha vermelha que representa a diferença entre o espectro de cima e o do meio. Para desativar esse recurso, use a mesma série de comandos.

Estime o tipo espectral da estrela HD 124320

Exercício da Tabela 2 – Classificação espectral

A seguir, você irá fazer a classificação espectral de 25 estrelas com espectros não classificados armazenados no computador e colocar seus resultados na Tabela 2. Para servir de exemplo, o primeiro item da tabela (HD 124320) já foi

preenchido. Para prosseguir, clique em **File, Unknown Spectra** e **Next on list**. (Ou, alternativamente, clique em **File, Unknown Spectra** e **Program List** e veja a lista de todas as estrelas que devem ser classificadas; escolha a próxima, que é HD 37767).

Estime o tipo espectral de cada estrela, da mesma maneira que você já fez com HD 124320, justificando a sua classificação com base na intensidade das linhas características de cada tipo.

Após apresentá-las ao instrutor, guarde uma cópia de suas tabelas. Elas serão úteis para discussões posteriores em aula.

Fonte e referências para este exercício:

**CLEA – Contemporary Laboratory Experiences in Astronomy – Department of Physics,
Gettysburg College, Gettysburg, PA 17325, USA.**

<<http://www3.gettysburg.edu/~marschal/clea/cleahome.html>>

Tabela 1 – Linhas espectrais

<i>Tipo espectral</i>	<i>Comprimento de onda da linha</i>	<i>Intensidade (forte/média/fraca)</i>	<i>Átomo ou íon</i>
O5			
B6			
A5			
F5			
G6			
M5			

ANEXO 4

Exercício CLEA – Espectrometria

Parte 2 – Aquisição de espectros estelares. Paralaxe espectroscópica

Conceitos envolvidos

Espectro, contínuo, linhas de absorção, tipo espectral, sequência principal, lei de Wien, magnitude aparente, magnitude absoluta, módulo de distância.

Objetivos

1. Obter espectros de estrelas desconhecidas em um campo simulado de estrelas e classificar as estrelas de acordo com seu espectro.
2. Determinar a distância dessas estrelas pelo método da paralaxe espectroscópica.

Material necessário

Computador com Windows e programa CLEA VIREO “Classification of Stellar Spectra”.

Introdução

Nesta segunda parte do exercício de espectrometria temos uma simulação realista de um espectrômetro astronômico acoplado a um telescópio. Você irá classificar seus espectros comparando-os com espectros de estrelas-padrão armazenados no computador, como foi feito na primeira parte do exercício. O programa permite acessar três telescópios diferentes: um pequeno (0,4 m), um médio (0,9 m) e um grande (4 m), mas o telescópio acessado automaticamente por default é o pequeno. Se ao fim da observação você sentir a necessidade de usar um telescópio maior para melhorar a razão sinal/ruído, poderá requerer tempo de observação num telescópio maior (menu **Telescope**, opção **Request time**). Mas isso ficará como um exercício opcional.

Aquisição de espectros estelares e paralaxe espectroscópica

1. Inicializar o VIREO e inserir as informações do aluno

- Clique no menu **File** e, no menu vertical que se abre, em **Login**.
- Digite seu nome e os de seus colegas de grupo nos campos **Student#...** Clique **OK** e depois **Sim**, na janela com os dizeres “**Have you finished logging in?**”.

2. Abrir o programa Classificação de Espectros Estelares

- Clique no menu **File** e, no menu vertical que se abre, em **Run exercise** e depois em **Classification of Stellar Spectra**.

Se durante a execução do exercício você tiver alguma dúvida, acesse o menu **Help – Topics**

3. Escolher o telescópio

- Clique em **Telescopes** e em **Optical**.
- A princípio normalmente só estará disponível o telescópio de 0,4 metro. Clique em **Access 0,4 Meter** para acessá-lo.

4. Abrir a cúpula do observatório e fazer ajustes

A tela do observatório é idêntica à do observatório de fotometria, que você usou ao fazer o exercício “Fotometria Fotoelétrica das Plêiades”.

- Clique na parte superior do botão que fica do lado direito da tela (**Open**).
- Na caixa **Telescope Control Panel**, na direita da tela, clique no botão onde está marcado **Off** para acionar o telescópio.
- Clique em **Tracking** para ligar o acompanhamento do telescópio e compensar o movimento de rotação da Terra.

5. Aquisição dos espectros

- Clique em **Slew**, em **Set coordinates** e insira as coordenadas da estrela número 1 (veja a **Tabela 1 – Tipos espectrais de quatro estrelas desconhecidas**).
- Na parte direita da tela, na caixa **View**, deslize o botão para **Telescope**, para obter uma ampliação maior (consequentemente, o campo de visão irá se restringir). O display mostrará a fenda do espectrômetro, que tem 15 minutos de arco de largura.
- Após selecionar a primeira estrela da Tabela 1 através de suas coordenadas, centre cuidadosamente a estrela dentro da fenda usando os botões **N**, **S**, **E** ou **W**. Você poderá mudar a velocidade de movimento do telescópio para um valor

menor, para facilitar a centralização (caixa **Slew Rate**, na parte de baixo da tela).

- Na parte direita da tela, na caixa **Instrument**, clique em **Access** (já estará selecionada a opção **Spectrometer**).
- A tela agora mostra um gráfico de comprimento de onda (eixo x) versus intensidade (eixo y).
- Clique em **Go** para começar a medir o espectro. O espectrômetro começará a coletar fótons da estrela (e alguns do céu). Após alguns segundos o espectro começa a tomar forma. Quanto mais fótons você coletar, mais bem definido será o espectro. O computador automaticamente ajusta o espectro de forma que os pontos mais intensos tenham o valor 1,0 no gráfico. Por isso o espectro não aumenta em altura: apenas se torna mais definido.

A tela do espectrômetro mostra algumas outras informações, como o nome do objeto, sua magnitude visual aparente, o número total de fótons coletados e o número médio de fótons por pixel, o tempo decorrido desde o início da medida e a razão sinal/ruído (S/N), que é uma medida da qualidade dos dados obtidos.

Para uma boa classificação, convém alcançar uma razão S/N de no mínimo 100, o que é rápido para uma estrela brilhante, mas pode ser muito demorado para uma estrela fraca.

- Para parar a coleta de dados, clique em **Stop**. O computador vai mostrar o espectro final.

Anote a magnitude aparente dessa estrela na Tabela 1 deste exercício.

- Ainda na janela do espectrômetro, clique no menu **File, Data, Save spectrum**. Salve o espectro com o próprio nome que o programa fornece (é o mesmo que consta como “Identificação” na Tabela 1).
- Feche a janela do espectrômetro para voltar ao telescópio. Na parte direita da tela, na caixa **View**, deslize o botão para **Finder**, escolha a segunda estrela da Tabela 1 e proceda da mesma forma como foi feito com a primeira. Repita o procedimento com as estrelas 3 e 4 da Tabela 1. Lembre-se de coletar dados até obter S/N **no mínimo** igual a 100.

Anote a magnitude aparente de cada estrela na Tabela 1.

6. Classificação dos espectros

- Quando você já tiver obtido e salvo os espectros, feche a janela do espectrógrafo. Feche o observatório (desligue **Tracking** e clique em **File** e em **Exit Telescope**).
- Acesse a tela de classificação espectral: clique no menu **Tools** e, no menu vertical que se abre, em **Spectral classification**. Daqui em diante o exercício é similar ao que foi feito anteriormente.
- Você está agora no modo de classificação. Para ver os espectros que você obteve, clique na tecla **File** do menu, selecione a função **Unknown Spectrum** e

então **Saved spectra**. Uma lista com os nomes dos espectros que você obteve vai aparecer. Selecione o correspondente à estrela 1 da tabela e clique o botão **Abrir**. O espectro dessa estrela vai ocupar no painel do meio. Você pode medir a intensidade e o comprimento de onda em cada ponto do espectro exatamente como na primeira parte do exercício de classificação espectral.

- Clique no menu **File** e em **Atlas of Standard Spectra**.
- No quadrinho que se abre, dê um duplo clique sobre **Main Sequence**. Dois espectros de estrelas-padrão da sequência principal vão ocupar os outros dois painéis.
- Determine o tipo espectral da estrela 1. Para isso, vá alternando os espectros-padrão exibidos, até que o da estrela 1 fique entre dois de aparência bem próxima.

Se quiser fazer a comparação de uma maneira mais precisa, clique em **File**, **Display** e **Show Difference**. O painel de baixo passa então a mostrar uma linha vermelha que representa a diferença entre o espectro de cima e o do meio. Para desativar esse recurso, use a mesma série de comandos. Vá alternando o espectro-padrão, no painel de cima, até que a diferença com o espectro observado seja mínima.

- Anote o resultado de sua classificação na Tabela 1. Depois proceda de maneira similar para fazer a classificação espectral das outras estrelas observadas, anotando os resultados na mesma tabela. Atenção, pois a ordem em que aparecem na lista de espectros gravados, em seu computador, pode não ser a mesma da tabela.

Tabela 1 – Tipos espectrais de quatro estrelas desconhecidas

Estrela	Identificação	RA (h min s)	Dec (° ' ")	Magnitude aparente	Tipo espectral
1	N3000-00260	6 12 40.1	32 58 18		
2	N3000-00671	6 12 39.1	32 54 12		
3	N3000-00730	6 20 50.1	32 50 13		
4	N3000-00581	6 22 35	32 45 35		

7. Determinação da distância das estrelas (método da paralaxe espectroscópica)

- Tendo o tipo espectral e a magnitude aparente m de uma estrela, é possível determinar sua distância, uma vez que existe uma relação conhecida entre o tipo espectral de uma estrela da sequência principal e a sua magnitude absoluta M , conforme demonstrado na Tabela 3, na próxima página. Uma vez conhecida a magnitude aparente e a magnitude absoluta, pode-se determinar a distância usando a relação do *módulo de distância*, como foi feito no exercício de fotometria:

$$(m - M) = 5 \log d - 5$$

onde a distância d é dada em parsecs.

- Usando os tipos espectrais das quatro estrelas que você acaba de classificar e os dados da Tabela 3, determine as magnitudes absolutas das estrelas. Com esses valores, use agora a equação do módulo de distância para calcular as distâncias dessas quatro estrelas. Coloque seus resultados na Tabela 2, abaixo. Guarde as suas folhas de trabalho para discussões em aula, após apresentá-las ao instrutor.

Tabela 2 – Distâncias de quatro estrelas desconhecidas

Estrela	Identificação	Tipo espectral	Magnitude aparente	Magnitude absoluta	Distância (parsecs)
1	N3000-00260				
2	N3000-00671				
3	N3000-00730				
4	N3000-00581				

**Tabela 3 – Tipo espectral e magnitude absoluta
Estrelas da sequência principal (classe de luminosidade V)**

Magnitude absoluta	Tipo espectral
-5,8	O5
-4,1	B0
-1,1	B5
0,7	A0
2,0	A5
2,6	F0
3,4	F5

Magnitude absoluta	Tipo espectral
4,4	G0
5,1	G5
5,9	K0
7,3	K5
9,0	M0
11,8	M5
16,0	M8

Fonte e referências para este exercício:

**CLEA – Contemporary Laboratory Experiences in Astronomy – Department of Physics,
Gettysburg College, Gettysburg, PA 17325, USA.**

<<http://www3.gettysburg.edu/~marschal/clea/cleahome.html>>