

Universidade de São Paulo
Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas
Departamento de Astronomia

Fabília Oliveira Barbosa

**Arqueologia Galáctica por meio das estrelas
azuis do ramo horizontal**

São Paulo

2023

Fabília Oliveira Barbosa

Arqueologia Galáctica por meio das estrelas azuis do ramo horizontal

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

Área de concentração: Astronomia

Orientadora: Prof^a. Dr^a. Silvia C. F. Rossi

Coorientador: Prof. Dr. Rafael M. Santucci

São Paulo

2023

Àqueles que estiveram ao meu lado nesses dois anos

Agradecimentos

Aos meus pais, Aline e Pedro, por possibilitarem que eu recebesse uma boa educação formal durante todos esses anos. Aos meus tios, Vulmaro e Solange, por me receberem em sua casa durante a graduação;

Aos meus orientadores: à Prof^a. Silvia Rossi, por acreditar tanto em mim e me motivar constantemente, e ao Prof. Rafael Santucci, pelas várias risadas e pela paciência respondendo minhas perguntas;

Ao Guilherme, que teve um papel tão fundamental quanto o de um orientador e tem sido um exemplo de pesquisador;

Aos demais membros do grupo, especialmente Angeles e Hélio, por todas as discussões e sugestões durante o desenvolvimento do projeto;

À Prof^a. Jane Gregorio-Hetem, por confiar em mim na vice-coordenação do projeto Mania de Ensinar, que me motivou inúmeras vezes ao longo dos últimos anos;

Aos meus amigos mais próximos, Tajan, Vitor e Juca, pela companhia – presencial e virtual – nesse período atípico e pelo apoio emocional;

À CAPES, pelo apoio financeiro, sob o projeto 88887.604787/2021-00;

Ao IAG, pelo apoio institucional.

“Caminante, no hay camino: se hace camino al andar.”

Antonio Machado

Resumo

Após o início da queima estável de hélio, estrelas de baixa massa apresentam luminosidades aproximadamente constantes e compõem o chamado “ramo horizontal”. Essa característica permite que sejam utilizadas como velas-padrão e, dado que elas são brilhantes e podem ser encontradas a dezenas de quiloparsecs do Sol, são excelentes objetos para explorar as regiões mais externas da Galáxia. Este projeto tem como foco as estrelas azuis do ramo horizontal (BHBs), a população mais velha e pobre em metais nessa fase evolutiva.

As BHBs foram selecionadas a partir do catálogo do *Sloan Digital Sky Survey*, que disponibiliza dados fotométricos e espectroscópicos. Foram encontradas cerca de 5700 BHBs com os critérios aplicados. A abordagem robusta utilizada permitiu atribuir probabilidades individuais para os estágios evolutivos das estrelas situadas na mesma faixa de cor, sendo vantajosa em comparação com as seleções de BHBs anteriores, as quais adotaram cortes $\log g$ simples. Suas distâncias foram inferidas a partir da magnitude absoluta, a qual foi obtida por meio de uma nova relação proposta em [Barbosa et al. \(2022\)](#).

Com essa amostra, os gradientes de cor e idade observados no halo Galáctico foram revisitados. Os resultados são compatíveis com a literatura, com um gradiente de idade de $\sim -65 \text{ Myr kpc}^{-1}$ até 18 kpc e $\sim -16 \text{ Myr kpc}^{-1}$ entre ~ 18 e 47 kpc. Essa mudança nítida sugere que o halo foi formado pela incorporação de diferentes sistemas menores. Além disso, é possível identificar estruturas conhecidas na distribuição de idades, como a corrente de Sagitário e a nuvem Hércules-Aquila.

Abstract

After the start of stable helium burning, low-mass stars present approximately constant luminosities and form the so-called “horizontal branch”. This characteristic allows them to be used as standard candles and, as they are bright and can be found tens of kiloparsecs from the Sun, are excellent objects to explore the outermost regions of the Galaxy. This project focuses on blue horizontal-branch stars (BHBs), the oldest and metal-poor population in this evolutionary stage.

The BHBs were selected from the Sloan Digital Sky Survey catalog, which provides photometric and spectroscopic data. About 5700 BHBs were found with the applied criteria. The robust approach used allowed assigning individual probabilities to the evolutionary stages of stars located in the same color range, which is advantageous compared to previous BHB selections that adopted simple $\log g$ cuts. Their distances were inferred from the absolute magnitude obtained from a new relation proposed by [Barbosa et al. \(2022\)](#).

With this sample, the color and age gradients observed in the Galactic halo were revisited. The results are consistent with the literature, with an age gradient of ~ -65 Myrs kpc^{-1} up to 18 kpc and ~ -16 Myrs kpc^{-1} between ~ 18 and 47 kpc. This pronounced transition suggests that the halo was formed by the merger of different smaller systems. In addition, it is possible to identify known structures in the age distribution, such as the Sagittarius stream and the Hercules-Aquila cloud.

Lista de Figuras

1.1	Trajatórias evolutivas de estrelas no HB com núcleo de mesma massa ($\approx 0.49 M_{\odot}$), mesma metalicidade ($Z = 0.001$), abundância de hélio ($Y \approx 0.24$) e diferentes massas de envoltório (indicadas em vermelho). A linha espessa indica a posição na linha de idade zero do HB (ZAHB), enquanto as linhas estreitas representam a evolução posterior. Retirada de Lamers & Levesque (2017) , reproduzida por Maeder (2009) e adaptada de Yi et al. (1993)	25
1.2	CMD dos aglomerados NGC 362 (painel superior) e NGC 288 (painel inferior) com fotometria obtida de Harris (1982) e Bergbusch (1993) , respectivamente. As linhas sólidas marcando a distribuição de estrelas foram desenhadas à mão para o aglomerado NGC 1851. NGC 362 é um exemplo de aglomerado com ramo horizontal vermelho e NGC 288, um aglomerado com ramo horizontal azul. Figura retirada de Stetson et al. (1996)	26
1.3	Diagrama cor-magnitude do aglomerado globular M55. Em azul, são destacadas as estrelas do ramo horizontal e, em marrom, as estrelas azuis tardias. G, BP e RP são as magnitudes fornecidas pela missão Gaia. Foram selecionados os membros de M55 classificados por Vasiliev & Baumgardt (2021) com uma probabilidade de pertinência maior que 99%.	30
2.1	Diagrama cor–cor com os alvos do SEGUE. Figura extraída de Yanny et al. (2009)	35
2.2	Distribuição das estrelas selecionadas em coordenadas equatoriais.	36
2.3	Diagrama cor–magnitude dos membros apresentados por Vasiliev & Baumgardt (2021) . As estrelas que passaram pelos critérios de seleção estão destacadas em preto.	38

2.4	Diagramas cor–magnitude individuais dos aglomerados. São apresentadas apenas as estrelas que passaram pelos critérios de seleção.	39
3.1	Histogramas do $\log g$ adotado pelo SSPP para estrelas com $g_0 < 18$ (painel superior) e $g_0 > 18$ (painel inferior). As linhas tracejadas superpostas aos histogramas são as distribuições gaussianas definidas por Santucci et al. (2015a) . Figura extraída de Barbosa et al. (2022)	43
3.2	Distribuições das estimativas de $\log g$ fornecidas pelo SSPP. As estimativas WBG e NGS1 foram obtidas, respectivamente, a partir do método descrito em Wilhelm et al. (1999) e de grades sintéticas baseadas nos modelos de Castelli & Kurucz (2003) . ANNRR e ANNSR são estimativas obtidas por meio de modelos de regressão treinados em espectros reais e sintéticos, respectivamente. ADOP e SPEC são médias robustas obtidas a partir dos diferentes métodos.	45
3.3	Distribuições das incertezas de $\log g_{\text{ANNRR}}$ e $\log g_{\text{SPEC}}$	46
3.4	Espaço de $\log g$. Os histogramas ilustram as distribuições de cada estimativa separadas em $p_{\text{BHB}} = 50\%$. Figura extraída de Barbosa et al. (2022)	47
3.5	Distribuição das 5699 BHBs em coordenadas galácticas.	47
3.6	Distribuição de metalicidade das BHBs. A amostra possui uma mediana e desvio absoluto de -1.74 ± 0.26 dex.	48
3.7	Diagrama cor–cor das estrelas classificadas como BHBs. A cor indica a probabilidade de ser BHB.	49
4.1	Erro médio absoluto das funções obtidas para diferentes combinações de parâmetros. Figura adaptada de Barbosa et al. (2022)	54
4.2	Erro médio absoluto das funções obtidas considerando a dependência com os índices de cor $(g - r)_0$, $(u - g)_0$ e $(u - r)_0$. Figura adaptada de Barbosa et al. (2022)	56

4.3	Diagramas cor–magnitude com as cores $(u - r)_0$ (painel esquerdo) e $(g - r)_0$ (painel direito) das estrelas usadas para obter os ajustes (Equações 4.5 e 4.4; linhas sólidas). A relação fornecida por Deason et al. (2011) (Equação 4.1) é representada pela linha tracejada-pontilhada no painel direito. As barras de erro no canto inferior esquerdo representam as medianas das incertezas derivadas por propagação. Figura adaptada de Barbosa et al. (2022).	57
4.4	Boxplot das diferenças relativas entre as distâncias estimadas ($D_{(g-r)_0}$, $D_{(u-r)_0}$ e D_{D11}) para os aglomerados e os valores fornecidos por Vasiliev & Baumgardt (2021) (D_{V21}). O tamanho de cada caixa representa a dispersão (1 ^o e 3 ^o quartis) e a linha central indica a mediana. Figura adaptada de Barbosa et al. (2022).	58
4.5	Boxplot das diferenças relativas entre as distâncias estimadas ($D_{(g-r)_0}$, $D_{(u-r)_0}$, D_{D11} e D_{F13}) para os aglomerados e os valores fornecidos por Vasiliev & Baumgardt (2021) (D_{V21}).	59
4.6	Diferenças relativas entre as distâncias extraídas de trabalhos anteriores (painel superior: Xue et al. 2008 – D_{X08} , painel intermediário: Deason et al. 2011 – D_{D11} ; e painel inferior: Fermani & Schönrich 2013 – D_{F13}) e as estimativas obtidas neste trabalho a partir da M_g dada pela Equação 4.4 ($D_{(g-r)_0}$). Nota-se que não há estrelas mais vermelhas que $(g - r)_0 = 0$ para que se faça comparações com as estimativas dadas pelas distâncias D11 e F13.	60
4.7	Diferenças relativas entre as distâncias extraídas de trabalhos anteriores (painel superior: Xue et al. 2008 – D_{X08} , painel intermediário: Deason et al. 2011 – D_{D11} ; e painel inferior: Fermani & Schönrich 2013 – D_{F13}) e as estimativas obtidas neste trabalho a partir da M_g dada pela Equação 4.5 ($D_{(u-r)_0}$). Nota-se que não há estrelas mais vermelhas que $(g - r)_0 = 0$ para que se faça comparações com as estimativas dadas pelas distâncias D11 e F13.	61
4.8	Comparação entre as distâncias estimadas pela Equação 4.5 ($D_{(u-r)_0}$) e as distâncias geométricas (D_{geo} ; à esquerda) e fotogeométricas (D_{phot} ; à direita) de Bailer-Jones et al. (2021). A região cinza representa o intervalo de $\pm 20\%$ da distância representada no eixo x. Figura extraída de Barbosa et al. (2022).	63

4.9	Diferenças relativas entre as distâncias de Bailer-Jones et al. (2021) , D_{geo} (à esquerda) e D_{phot} (à direita), e a estimativa obtida neste trabalho a partir da M_g dada pela Equação 4.5 ($D_{(u-r)_0}$).	64
5.1	Variação da cor $(g - r)_0$ com a distância ao centro Galáctico. Os pontos representam as medianas das BHBs com $p_{BHB} > 90\%$ em intervalos de 5 kpc para as distância obtidas pela Equação 5.4 e as estimativas $D_{(g-r)_0}$, $D_{(u-r)_0}$ e D_{D11} . À esquerda, são representadas estrelas com $(g - r)_0 < 0$. À direita nenhuma restrição de cor foi aplicada. Apenas intervalos com mais de 3 estrelas foram considerados. O 1º e o 3º quartil para cada intervalo de distância são representados pelas linhas verticais.	67
5.2	Variação da cor $(g - r)_0$ com a distância ao centro Galáctico. Os pontos representam as medianas das BHBs com $p_{BHB} > 90\%$ em intervalos de 5 kpc para as distância obtidas pela Equação 5.4 e as estimativas $D_{(g-r)_0}$ e $D_{(u-r)_0}$. Estrelas com $[\text{Fe}/\text{H}] > -1.75$ são apresentados no painel à esquerda e $[\text{Fe}/\text{H}] < -1.75$ no painel à direita. Apenas intervalos com mais de 3 estrelas foram considerados. O 1º e o 3º quartil para cada intervalo de distância são representados pelas linhas verticais. As cores indicam as estimativas de distância, conforme a legenda da Figura 5.1.	68
5.3	Gradiente de idade de acordo com a distância ao centro Galáctico. Os pontos representam as medianas das BHBs com $p_{BHB} > 90\%$ em intervalos de 5 kpc para as distância obtidas pela Equação 5.4 e as estimativas $D_{(g-r)_0}$, $D_{(u-r)_0}$ e D_{D11} . O 1º e o 3º quartil para cada intervalo de distância são representados pelas linhas verticais. As cores indicam as estimativas de distância, conforme a legenda da Figura 5.1. Os ajustes foram obtidos com todos os dados. A região cinza indica o intervalo de distâncias onde a quebra foi detectada na literatura (Han et al. 2022 e referências mencionadas). . .	69

5.4	Mapas de idade do halo da Via Láctea em coordenadas cartesianas. O painel esquerdo mostra a projeção perpendicular ao plano Galáctico, enquanto o painel direito apresenta a projeção no plano Galáctico. Os quadrados representam regiões de 2 kpc^2 onde são encontradas no mínimo 3 estrelas com $p_{BHB} > 90\%$. Regiões com um número menor de BHBs são ilustradas por pontos. As cores indicam as medianas das idades em cada região. Os intervalos foram definidos a partir da mediana, 1º e 3º quartis da amostra. A cruz indica a origem do sistema de coordenadas.	70
5.5	Componente z do momento angular e energia das BHBs. Os membros da corrente de Sagitário (Sgr Str) e do disco espesso são destacados à esquerda e, à direita, são mostrados os membros das sobredensidades: <i>Hercules-Aquila Cloud</i> norte (HAC norte) e sul (HAC sul), e <i>Virgo Overdensity</i> (VOD). . .	73
5.6	Histogramas de metalicidade e idade das estrelas da corrente de Sagitário (azul). A distribuição dos braços também é apresentada em verde (<i>leading arm</i> , $b > 0^\circ$) e em amarelo (<i>trailing arm</i> , $b < 0^\circ$). As linhas verticais indicam as medianas das distribuições.	74
5.7	Histogramas de metalicidade e idade das estrelas das sobredensidades: <i>Hercules-Aquila Cloud</i> norte (HAC norte), em rosa, e sul (HAC sul), em laranja, e <i>Virgo Overdensity</i> (VOD), em azul. As linhas verticais indicam as medianas das distribuições.	75

Lista de Tabelas

2.1	Distâncias heliocêntricas determinadas por Vasiliev & Baumgardt (2021) (D), módulos de distância calculados ($(m - M)_0$), módulos de distância e metalicidades para os aglomerados de Harris (1996) ($(m - M)_0^H$ e $[Fe/H]^H$).	38
4.1	Medianas e desvios absolutos da mediana das distâncias de BHBs para cada aglomerado (ID) fornecidas por Vasiliev & Baumgardt (2021) (D_{V21}), calculadas com as funções de Deason et al. (2011) (D_{D11}) e Barbosa et al. (2022) ($D_{(g-r)_0}$ e $D_{(u-r)_0}$), além do número de estrelas em cada aglomerado.	58
4.2	Medianas e desvios absolutos da mediana das distâncias das estrelas em cada aglomerado (ID) calculadas com as funções de Deason et al. (2011) (D_{D11}), Fermi & Schönrich (2013) (D_{F13}) e Barbosa et al. (2022) ($D_{(g-r)_0}$ e $D_{(u-r)_0}$) e o número de estrelas.	59

Sumário

1. <i>Introdução</i>	23
1.1 Morfologia do ramo horizontal	24
1.2 BHBs no halo	28
1.3 Estrelas azuis tardias	29
1.4 Objetivos	31
2. <i>Base de dados</i>	33
2.1 <i>Sloan Digital Sky Survey</i>	33
2.2 Filtros aplicados	34
2.3 Aglomerados globulares	36
3. <i>Identificação das BHBs</i>	41
3.1 Análises de espectros	41
3.2 Classificação das estrelas de tipo espectral A	42
3.3 Características gerais da amostra	46
4. <i>Estimativas de magnitude absoluta</i>	51
4.1 Definindo a relação	52
4.2 Relações cor–magnitude absoluta	54
4.3 Análise das distâncias	56
4.3.1 Comparação com estimativas anteriores	57
4.3.2 Estimativas com dados Gaia	62
5. <i>Gradientes no halo</i>	65

5.1	Gradiente de cor	65
5.2	Gradiente de idade	68
5.3	Estruturas identificadas	71
6.	<i>Considerações finais</i>	77
6.1	Conclusões	77
6.2	Perspectivas	78
	<i>Referências</i>	81
	<i>Apêndice</i>	95

Introdução

Diagramas cor–magnitude (*color–magnitude diagram*; CMD) são uma excelente ferramenta para entender as etapas da vida das estrelas, com os quais pode-se visualizar locais peculiares ocupados por elas. Um dos elementos que se destaca em um CMD de aglomerados velhos é uma distribuição aproximadamente horizontal de estrelas que apresentam um alto brilho. Essa fase é característica de estrelas de baixa massa ($M \leq 1.4 M_{\odot}$) que iniciaram a queima estável de hélio no núcleo. Uma vez que a massa do núcleo varia muito pouco com a massa inicial, todas elas possuem um núcleo com cerca de $0.5 M_{\odot}$ (de Boer et al. 1997; de Boer 1999; Möhler 2004; Salaris & Cassisi 2005) e, conseqüentemente, exibem uma luminosidade similar.

Embora tenham sido descobertas no final dos anos 20 (ten Bruggencate 1927), as estrelas nessa fase só foram identificadas como resultado da evolução do ramo das gigantes vermelhas (*red giant branch*; RGB) na década de 50 (Hoyle & Schwarzschild 1955). Um tempo depois, Iben & Rood (1970) e Rood (1973) mostraram que essa estrutura horizontal, nomeada “ramo horizontal” (em inglês, *horizontal branch*; HB), pode ser reproduzida admitindo-se que há uma variação na massa total decorrente da perda de massa na fase RGB.

No ramo horizontal, são encontradas estrelas com diferentes características. As estrelas mais ricas e mais massivas se concentram na parte vermelha, formando o *red clump*. Estrelas mais pobres em metais compõem a parte horizontal, sendo separadas entre estrelas vermelhas e azuis pela faixa de instabilidade (Catelan 2009). Na Seção 1.1, descreve-se como a localização das componentes do HB é afetada por parâmetros estelares. Na Seção 1.2, comenta-se sobre a importância das estrelas azuis do ramo horizontal (*blue horizontal-branch stars*; BHBs) no estudo do halo estelar da Via Láctea. Essas estrelas são o foco

do presente trabalho. Na Seção 1.3, são apresentadas as estrelas que constituem a maior fonte de contaminação na seleção fotométrica das BHBs. Por fim, os objetivos do projeto são expostos na Seção 1.4.

1.1 Morfologia do ramo horizontal

A descrição de Iben & Rood (1970) do HB como uma sequência de massas, e não uma sequência evolutiva, indica que a localização das estrelas é ditada principalmente pela massa total, de tal forma que as estrelas menos massivas são mais azuis. A distribuição de massa seria responsável também por uma pequena variação na luminosidade das estrelas. Além da queima de hélio, há produção de energia pela queima de hidrogênio em uma casca em torno do núcleo. Quanto menor for a perda de massa durante a fase RGB, maior será a massa do envoltório e, conseqüentemente, mais quente será a camada de fusão do hidrogênio. Com uma temperatura mais elevada, a queima torna-se mais eficiente, gerando um brilho maior (Salaris & Cassisi 2005). Por essa razão, o HB não é absolutamente horizontal. A Figura 1.1 apresenta o diagrama Hertzsprung-Russell com modelos de HB para uma mesma metalicidade ($Z = 10^{-3}$) e diferentes massas de envoltório. Pode-se notar a diminuição da luminosidade para menores massas totais.

Além da massa do envoltório, diversos outros parâmetros podem afetar a morfologia do HB, isto é, a distribuição de cor/temperatura das estrelas. Por exemplo, a influência da metalicidade – o primeiro parâmetro – na evolução estelar é bem conhecida (Arp et al. 1952; Sandage & Wallerstein 1960). Em aglomerados globulares, observa-se que os mais ricos em metais ($[Fe/H]^1 > -0.8$) apresentam HBs com estrelas mais vermelhas que a faixa de instabilidade, enquanto os mais pobres se estendem para menores índices de cor (Lee et al. 1994).

Um impasse surge quando, mesmo levando em conta a metalicidade, não é possível descrever satisfatoriamente os HBs dos aglomerados observados. Sandage & Wallerstein (1960), Sandage & Wildey (1967) e van den Bergh (1967) notaram que aglomerados com metalicidades similares apresentavam HBs muito diferentes. Dois exemplos clássicos são os pares NGC 288/NGC 362 (Bolte 1989; Dickens et al. 1991; Lee 1991; Bellazzini et al.

¹ Definição da abundância de uma estrela (\star) relativa ao Sol (\odot): $[A/B] = \log(N_A/N_B)_\star - \log(N_A/N_B)_\odot$, onde N_A e N_B são as densidades numéricas dos átomos dos elementos A e B.

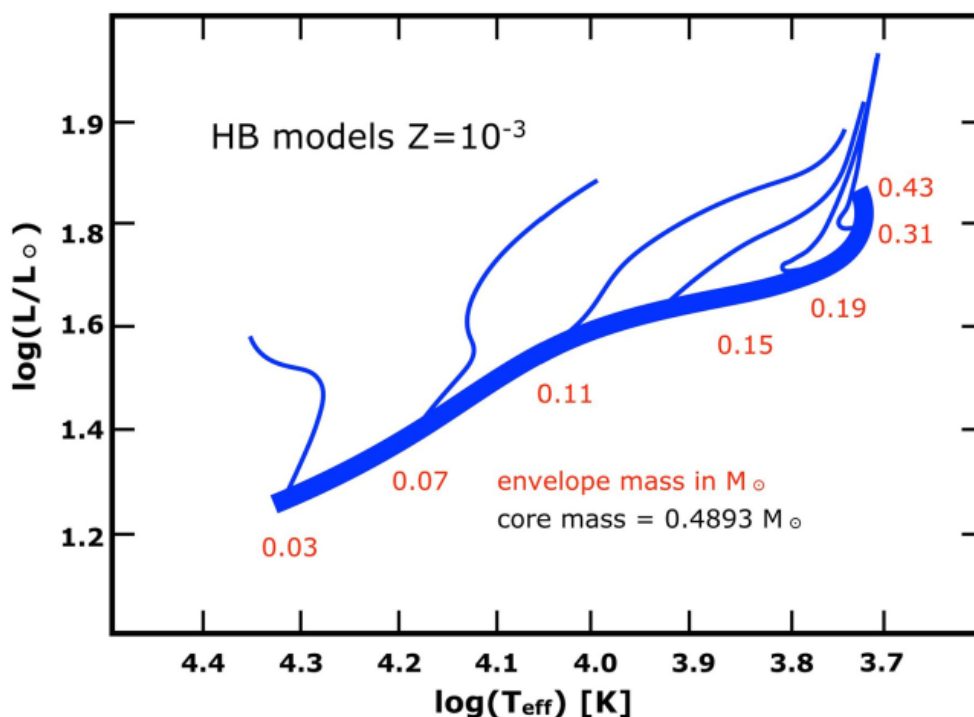


Figura 1.1: Trajetórias evolutivas de estrelas no HB com núcleo de mesma massa ($\approx 0.49 M_{\odot}$), mesma metalicidade ($Z = 0.001$), abundância de hélio ($Y \approx 0.24$) e diferentes massas de envoltório (indicadas em vermelho). A linha espessa indica a posição na linha de idade zero do HB (ZAHB), enquanto as linhas estreitas representam a evolução posterior. Retirada de Lamers & Levesque (2017), reproduzida por Maeder (2009) e adaptada de Yi et al. (1993).

2001), o primeiro sendo em grande parte mais azul que a faixa de instabilidade, enquanto o último apresenta uma maior concentração de estrelas na parte vermelha do HB (como pode ser observado na Figura 1.2), e M 3/M 13 (Catelan & de Freitas Pacheco 1995), com M 3 apresentando uma distribuição uniforme e M 13 contendo principalmente estrelas azuis. Essa falta de consistência indicava a necessidade de um fator adicional para explicar a morfologia. As primeiras possibilidades levantadas foram a idade (Sandage & Wallerstein 1960) e a abundância de hélio (Sandage & Wildey 1967; van den Bergh 1967).

Por volta dos anos 80, a idade foi colocada como uma forte candidata. Dado que a perda de massa é um processo estocástico (Dixon et al. 1996), HBs predominantemente azuis podem ser entendidos admitindo-se massas iniciais menores, o que ocorre para aglomerados mais velhos (cujas estrelas tiveram tempo suficiente para evoluir; Möhler 2004). Esse raciocínio serviu de base para o cenário de formação galáctica proposto por Searle & Zinn (1978). Eles notaram que os HBs de aglomerados no halo da Via Láctea são, em média, mais vermelhos para maiores distâncias ao centro da Galáxia, o que não pode ser

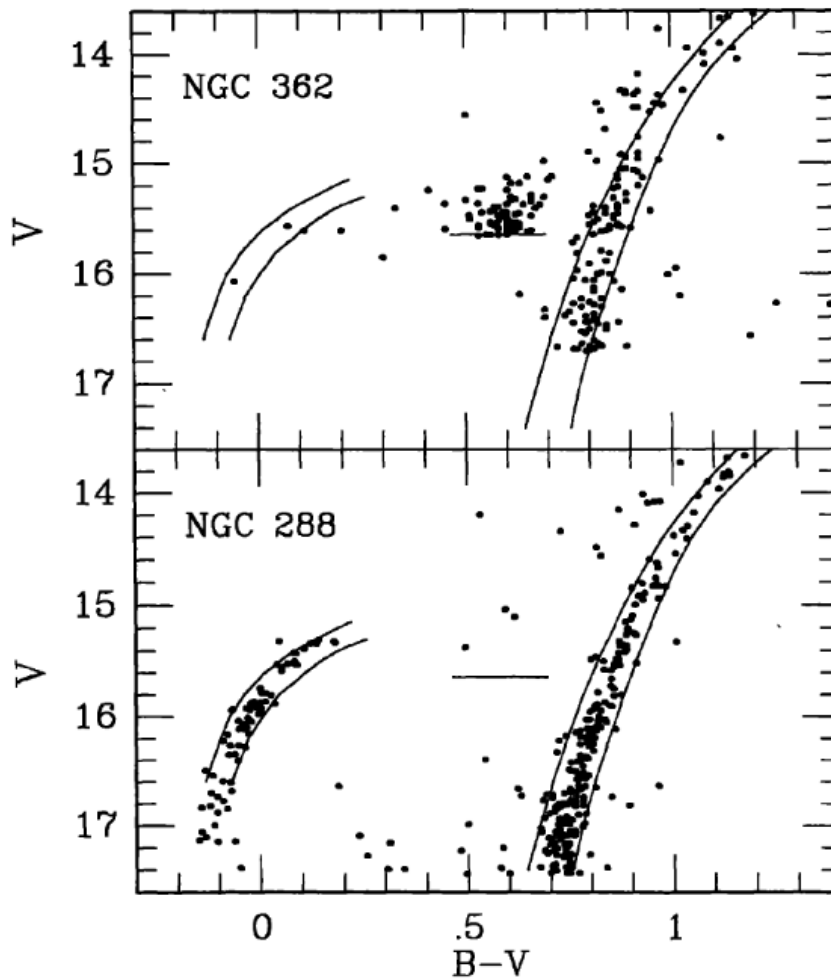


Figura 1.2: CMD dos aglomerados NGC 362 (painel superior) e NGC 288 (painel inferior) com fotometria obtida de [Harris \(1982\)](#) e [Bergbusch \(1993\)](#), respectivamente. As linhas sólidas marcando a distribuição de estrelas foram desenhadas à mão para o aglomerado NGC 1851. NGC 362 é um exemplo de aglomerado com ramo horizontal vermelho e NGC 288, um aglomerado com ramo horizontal azul. Figura retirada de [Stetson et al. \(1996\)](#).

explicado apenas pela metalicidade. Com isso, [Searle & Zinn \(1978\)](#) argumentaram que, se a idade for o segundo parâmetro, essa variação poderia ser consequência de uma formação hierárquica, na qual os aglomerados mais distantes seriam mais jovens e originados em fragmentos protogalácticos que posteriormente seriam incorporados à Galáxia.

Essa hipótese era apoiada por estudos de idades relativas de aglomerados. Trabalhos sobre o par NGC 288/NGC 362 mostraram que a diferença de idade entre eles (~ 3 Ganos) conseguia explicar suas morfologias ([Bolte 1989](#); [Green & Norris 1990](#); [Sarajedini & Demarque 1990](#); [Lee 1991](#)). [Lee et al. \(1994\)](#) também mostraram que alterações nas abundâncias de hélio, elementos CNO e na massa do núcleo das estrelas geram resultados

inconsistentes com as observações e que a idade é a melhor explicação para a variação de cor com a distância. No entanto, medidas para o par M 3/M 13 indicavam idades muito semelhantes entre os aglomerados e reivindicavam a influência de um parâmetro diferente (Vandenberg et al. 1990; Catelan & de Freitas Pacheco 1995). As estimativas de idade mais recentes de Vandenberg et al. (2013) revelam uma diferença de menos de 1 Gano para ambos os pares. Apesar das incertezas envolvidas serem grandes na década de 90, a idade sozinha não conseguia explicar a diversidade de HBs observados (Richer et al. 1996; Stetson et al. 1996; Fusi Pecci et al. 1996). Stetson et al. (1996) apontaram, por exemplo, que os aglomerados Arp 2 e IC 4499 exibem HBs azuis que não coincidem com a juventude atribuída a eles.

Outros candidatos a segundo parâmetro eram capazes de explicar em algum grau as diferenças entre as morfologias. Uma lista das inúmeras possibilidades levantadas na literatura é apresentada em Catelan (2009). Fusi Pecci et al. (1993) e Buonanno et al. (1997) argumentaram que a densidade central dos aglomerados também pode atuar como segundo parâmetro, do mesmo modo que a idade. Djorgovski & Meylan (1994) mostraram que os aglomerados mais próximos ao centro Galáctico tendem a apresentar núcleos mais densos. Em um estudo posterior, Dotter et al. (2010) notaram que, desconsiderando a metalicidade, a correlação mais significativa é encontrada com a idade e, uma vez que a dependência com a idade é excluída, percebe-se a influência da densidade central, com os aglomerados mais densos possuindo os HBs mais azuis.

Aglomerados globulares como NGC 1851 e NGC 2808 também eram um obstáculo para uma explicação puramente baseada na idade. Esses sistemas apresentam HBs bimodais (Walker 1992; Rood et al. 1993), isto é, ambos os extremos são povoados, mas há poucas estrelas com cores/temperaturas intermediárias. Hoje sabe-se que os aglomerados globulares podem apresentar múltiplas populações estelares (Bastian & Lardo 2018) e esse aspecto é observado nos dois casos mencionados (D'Antona et al. 2005; Piotto et al. 2007; Milone et al. 2008; Carretta et al. 2011). Desse ponto de vista, a morfologia do HB pode ser explicada tendo como segundo parâmetro a abundância de hélio. Assim, as estrelas de primeira geração povoam principalmente a região vermelha, enquanto as gerações seguintes apresentam cores mais azuis (Marino et al. 2008, 2011; Villanova et al. 2009; Gratton et al. 2011, 2013; Jang et al. 2019). Isso se deve a que, para uma mesma metalicidade, o aumento na abundância de hélio reduz o envoltório de hidrogênio e, portanto, tem-se

estrelas enriquecidas mais quentes (Cassisi et al. 2013).

O problema do segundo parâmetro continua sem uma resposta conclusiva. Se a idade for realmente o fator determinante, um terceiro parâmetro seria ainda indispensável. Estudos recentes apontam a importância do enriquecimento de hélio para descrever as populações dos aglomerados e defendem que, enquanto a idade talvez funcione como um parâmetro global (que muda entre os aglomerados; Freeman & Norris 1981), a abundância de hélio pode ser o segundo parâmetro não-global fundamental para descrever a morfologia de cada aglomerado (Gratton et al. 2010; Milone et al. 2014).

1.2 BHBs no halo

BHBs são objetos valiosos para estudos de formação e evolução Galáctica por serem brilhantes, velhos e pobres em metais ($[Fe/H] \sim -1.7$; Santucci et al. 2015a). Embora uma descrição precisa do HB seja uma tarefa complexa, uma aproximação grosseira para inferir a magnitude absoluta a partir de um índice de cor tem se mostrado útil, permitindo que seja extraída a distância de milhares de estrelas do halo. Essas estimativas contribuem para inúmeras descobertas sobre a história da Via Láctea.

Essas estrelas evoluídas têm sido usadas em vários trabalhos com diferentes finalidades, como para estimativas da massa da Galáxia, por exemplo. O trabalho de Xue et al. (2008) utilizou uma amostra de 2401 BHBs e estima uma massa do halo de matéria escura contida no raio de virial de $\sim 1 \cdot 10^{12} M_{\odot}$, um pouco menor que a estimativa obtida por Gnedin et al. (2010): $1.6 \cdot 10^{12} M_{\odot}$. Posteriormente, Kafle et al. (2012, 2014), Deason et al. (2021) e Bird et al. (2022) também chegaram a valores semelhantes ao de Xue et al. (2008) com a mesma classe de objetos.

Análises sobre o formato do halo utilizando BHBs também apresentaram evidências de um possível cenário de formação caótico ao longo dos anos. Preston et al. (1991) notaram que o achatamento do halo estelar Galáctico diminui com a distância, enquanto isso não foi detectado por Sluis & Arnold (1998). Ainda assim, ambos concordam com um achatamento da ordem de $q \sim 0.5$, onde q é a razão entre os semi-eixos menor e maior, para as estrelas mais próximas. Valores compatíveis foram encontrados por Deason et al. (2011) e Carollo et al. (2007). Esse último estudo também alega uma variação de q , com as estrelas mais distantes que 15 kpc apresentando órbitas mais esféricas, permitindo a

divisão do halo estelar entre interno e externo.

Mais recentemente, BHBs foram usadas para estudar o gradiente de idade do halo (Whitten et al. 2019), a influência exercida pela Grande Nuvem de Magalhães na nossa Galáxia (Erkal et al. 2021; Petersen & Peñarrubia 2021), além das diversas estruturas dinâmicas encontradas no halo Galáctico (Yuan et al. 2019, 2020, 2022; Peñarrubia & Petersen 2021; Li et al. 2022; Wu et al. 2022). A população com distribuição de velocidades achatada de Belokurov et al. (2018) também recebeu mais respaldo com investigações das órbitas de BHBs (Deason et al. 2018; Lancaster et al. 2019). Vickers et al. (2021) mostraram que as BHBs mais ricas apresentam órbitas mais radiais, o que poderia indicar que pertencem ao grupo de estrelas identificado por Belokurov et al. (2018).

1.3 Estrelas azuis tardias

As BHBs poderiam ser facilmente identificadas por uma seleção de cores se não fosse pelas estrelas azuis tardias (em inglês, *blue stragglers stars*, BSSs). As BSSs recebem esse nome porque parecem ter atrasado sua evolução. Em aglomerados, essas estrelas apresentam uma cor mais azul que o ponto de *turn-off*, uma região onde, se elas fossem estrelas comuns, já estariam em um estágio evolutivo posterior à sequência principal (Figura 1.3). Esse comportamento atípico foi identificado primeiramente por Sandage (1953) no aglomerado M3. A localização no CMD como estrelas mais quentes que o esperado para sequência principal as coloca em um intervalo de cor semelhante ao das BHBs e são, portanto, uma importante fonte de contaminação. Todavia, são estrelas que também podem fornecer informações valiosas a respeito da evolução da Galáxia (Santucci 2016).

A origem dessas estrelas ainda é incerta. As primeiras hipóteses para explicá-las supunham que elas haviam nascido depois das demais estrelas do aglomerado (Roberts 1960) ou que ganharam massa acretando gás do meio interestelar (Williams 1964). Contudo, ambas são improváveis e não são capazes de explicar a presença de BSSs em diferentes sistemas. Outro cenário sugere uma maior eficiência na mistura de elementos químicos, levando a um maior tempo de vida (Wheeler 1979). Trabalhos nos anos seguintes reforçaram a possibilidade de ocorrer mistura devido à rápida rotação ou a fortes campos magnéticos (Abt 1985; Schild & Berthet 1986).

As BSSs também foram apontadas como estrelas que ganharam massa por transferência

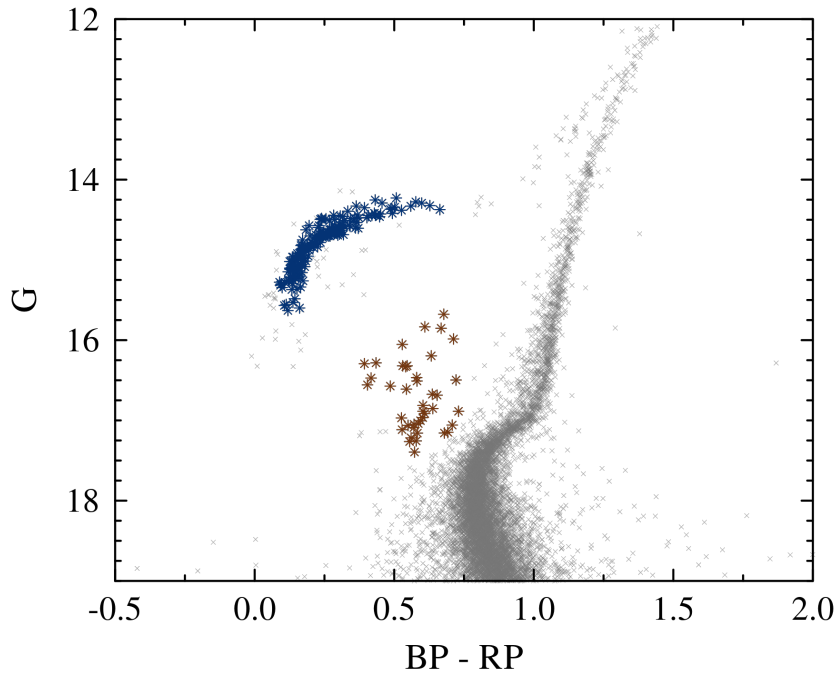


Figura 1.3: Diagrama cor-magnitude do aglomerado globular M55. Em azul, são destacadas as estrelas do ramo horizontal e, em marrom, as estrelas azuis tardias. G, BP e RP são as magnitudes fornecidas pela missão Gaia. Foram selecionados os membros de M55 classificados por [Vasiliev & Baumgardt \(2021\)](#) com uma probabilidade de pertinência maior que 99%.

em sistemas binários ([McCrea 1964](#)), como resultado de fusões por colisões de estrelas individuais ([Hills & Day 1976](#); [Fregeau et al. 2004](#)) ou por decaimento orbital ([Bailyn 1992](#)). Analisando BSSs em aglomerados globulares, [Knigge et al. \(2009\)](#) notaram que o número de estrelas discorda do esperado segundo um modelo de colisão. No entanto, há uma forte correlação com a massa do núcleo do aglomerado, conforme esperado em um cenário de formação como consequência da evolução de sistemas binários. Esse cenário também é corroborado por observações que apresentam uma alta fração de BSSs binárias com companheiras de massa $\sim 0.6M_{\odot}$ não observáveis diretamente (possivelmente anãs brancas; [Perets 2015](#)). Contudo, [Ferraro et al. \(2009\)](#) argumentam que uma única via de formação não é capaz de explicar as BSSs observadas em M30 e colisões devem ainda ter um papel fundamental. Essas são atualmente as melhores hipóteses para a formação dessas estrelas ([Xin et al. 2015](#); [Portegies Zwart 2019](#); [Jiang et al. 2019](#); [Cadelano et al. 2022](#); [Rao et al. 2023](#)).

1.4 Objetivos

Conforme apresentado na Seção 1.2, BHBs são objetos de enorme valor no estudo da Arqueologia Galáctica e apenas recentemente o acesso a grandes amostras de estrelas do halo tem sido obtido. Pode-se alcançar distâncias da ordem de 100 kpc (por exemplo, Nie et al. 2015; Thomas et al. 2018) utilizando-se uma seleção fotométrica das BHBs. Entretanto, essas amostras sofrem mais contaminação de BSSs. Ademais, as informações obtidas por espectroscopia permitem analisar a cinemática desses objetos, desde que seja conhecida a velocidade radial.

Diante disso, o principal objetivo do projeto é apresentar uma amostra de estrelas azuis do ramo horizontal que possibilita a investigação das estruturas do halo estelar Galáctico com dados fotométricos, espectroscópicos e astrométricos obtidos a partir dos mais recentes censos astronômicos disponíveis. A ampla cobertura dessas observações possibilita uma oportunidade única e, até então, inédita de combinar estudos químicos, cinemáticos, dinâmicos e cronológicos desses objetos. Tendo em vista o atual conhecimento sobre a história de formação da Via Láctea, alguns estudos anteriores sobre as BHBs foram revisitados.

As distâncias das estrelas BHBs geralmente são calculadas com base em suas magnitudes aparentes, uma vez que medidas precisas de paralaxe eram escassas até recentemente e ainda são limitadas em alcance. Neste trabalho, buscou-se relações baseadas em cores diferentes da usual para inferir a magnitude absoluta, tendo em vista as distâncias para aglomerados globulares obtidas com a astrometria ímpar disponível no presente. A partir dessas estimativas, é possível mensurar a variação de idade das estrelas, admitindo-se que esse é o segundo parâmetro.

Em vista dos pontos levantados anteriormente, a dissertação está organizada como descrito a seguir. No Capítulo 2, são apresentados os dados utilizados ao longo do trabalho e os critérios adotados para a seleção das estrelas. O Capítulo 3 descreve o método utilizado na classificação entre estrelas do tipo A na sequência principal e no ramo horizontal. As relações cor–magnitude absoluta definidas e a comparação das distâncias obtidas a partir dessas compõem o Capítulo 4. No Capítulo 5, apresenta-se os gradientes de cor e idade das BHBs no halo da Galáxia. Por fim, as conclusões e perspectivas do trabalho são expostas no Capítulo 6.

Base de dados

Neste capítulo, comenta-se sobre os dados utilizados. O catálogo a partir do qual foi feita a seleção fotométrica é descrito brevemente na Seção 2.1. Na Seção 2.2, descreve-se os limites impostos para identificar estrelas de tipo espectral A, majoritariamente de campo, que serão utilizadas para análises do halo Galáctico. Além dessas, é necessário um segundo conjunto de dados, detalhado na Seção 2.3, o qual reúne BHBs encontradas em aglomerados globulares, fundamentais na determinação da relação cor–magnitude absoluta (Deason et al. 2011; Barbosa et al. 2022).

2.1 *Sloan Digital Sky Survey*

Nas últimas décadas, o advento de grandes censos astronômicos possibilitou inúmeros avanços em estudos de estrelas, estrutura da Galáxia e cosmologia. Desde 2000, o *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS; York et al. 2000) vem observando o céu, cobrindo cerca de um terço dele em sua quarta fase (SDSS-IV), finalizada em 2021 (Abdurro'uf et al. 2022). Neste trabalho, foi utilizado o décimo sexto *data release* do SDSS-IV (DR16; Ahumada et al. 2020). O DR16 conta com observações do hemisfério sul celeste obtidas com o telescópio *du Pont* de 2.5 m no observatório *Las Campanas* localizado no Deserto do Atacama (Chile), complementando as observações do hemisfério norte realizadas com o telescópio *Sloan Foundation*, também de 2.5 m instalado no *Apache Point Observatory* (Novo México, Estados Unidos).

Próximo ao final da missão original, após muitos resultados promissores acerca das estruturas encontradas no halo Galáctico (por exemplo, Ivezić et al. 2000; Yanny et al. 2000; Newberg et al. 2002; Belokurov et al. 2006; Bell et al. 2008), outros projetos indi-

viduais foram desenvolvidos, entre eles o *Sloan Extension for Galactic Understanding and Exploration* (SEGUE; Yanny et al. 2009; Rockosi et al. 2022), com o objetivo de investigar a história de formação da Via Láctea. Uma vez que o foco do SEGUE é estudar regiões mais distantes, gigantes luminosas como as BHBs estão entre os principais alvos das observações.

Com essa extensão, não só dados fotométricos em cinco bandas largas são fornecidos (u , g , r , i e z , centralizadas em, aproximadamente, 3600Å, 4700Å, 6200Å, 7500Å e 8900Å; Fukugita et al. 1996), como também dados espectroscópicos com resolução $R \sim 1800$ entre os comprimentos de onda $\sim 3800\text{Å} - 9200\text{Å}$, processados pelo *SEGUE Stellar Parameters Pipeline* (SSPP; Lee et al. 2008a,b). O SSPP estima temperatura efetiva (T_{eff}), gravidade superficial ($\log g$) e metalicidade ($[\text{Fe}/\text{H}]$) para os objetos observados utilizando diferentes técnicas. Além dos parâmetros estelares mencionados, são disponibilizadas também estimativas de velocidade radial, as quais, unidas aos movimentos próprios obtidos com a missão Gaia (Gaia Collaboration et al. 2016), possibilitam estudos cinemáticos e dinâmicos das estrelas do halo Galáctico.

2.2 Filtros aplicados

Os primeiros critérios de seleção dos objetos a serem estudados neste trabalho restringem os dados do SDSS DR16 àqueles classificados como estrelas (`type = 6`) e com uma fotometria limpa (`clean = 1`), que remove estrelas duplicadas. Todas as magnitudes mencionadas ao longo do trabalho foram corrigidas utilizando os coeficientes de extinção para cada banda (A_{ugriz}) fornecidos pelo catálogo fotométrico e são indicados pelo índice 0 (zero). As cores foram calculadas após a correção.

Como mostrado por Yanny et al. (2000), com os filtros u , g e r é possível definir uma região no plano $(g - r)_0$ vs. $(u - g)_0$ que contém majoritariamente BHBs e BSSs. Isso porque, dentre as estrelas tipo A, BHBs e BSSs são mais vermelhas que anãs brancas e quasares contaminantes quando se considera a cor $(u - g)_0$, devido à descontinuidade de Balmer mais acentuada, e mais azuis que a maioria das estrelas do halo levando-se em conta a cor $(g - r)_0$, como pode ser observado na Figura 2.1 (Yanny et al. 2000; Sirko et al. 2004). Limites nesses parâmetros têm sido usados em trabalhos com estrelas tipo A com pequenas flexibilizações (Xue et al. 2008; Yanny et al. 2009; Harrigan et al. 2010; Deason

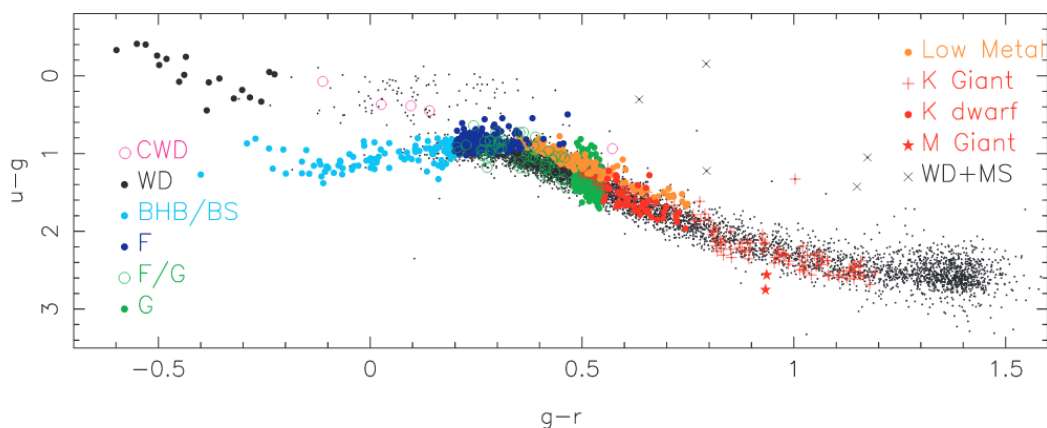


Figura 2.1: Diagrama cor–cor com os alvos do SEGUE. Figura extraída de Yanny et al. (2009).

et al. 2011, 2012; Fermani & Schönrich 2013; Santucci et al. 2015a; Wan et al. 2018). Aqui, decidiu-se pelos intervalos $-0.3 < (g-r)_0 < 0.1$ e $0.8 < (u-g)_0 < 1.4$. A extensão no lado vermelho inclui mais estrelas anãs, que não são o foco deste projeto; contudo, elas serão usadas em um futuro trabalho (Santucci et al., em preparação). Embora os cortes de cor diminuam bastante a contaminação de outros objetos, estrelas de tipo espectral F ainda constituem uma contaminação significativa devido a erros na fotometria, sendo necessário utilizar uma estimativa de temperatura independente das cores como filtro adicional (Sirko et al. 2004).

As gravidades superficiais estimadas pelo SSPP são fundamentais para distinguir BHBs e BSSs. Portanto, a amostra fotométrica filtrada foi cruzada com o catálogo do SSPP usando $5''$ de raio. Além dos cortes de cor, foi imposto um valor mínimo de sinal-ruído ($S/N > 10 \text{ pixel}^{-1}$) e um intervalo de temperatura ($7500 \text{ K} < T_{\text{eff}} < 10000 \text{ K}$) para reduzir a contaminação de estrelas mais frias, que podem ocupar os mesmos intervalos de cor, e variáveis RR Lyrae (Möhler 2004; Behr 2005). O limite de $S/N = 10$ é o valor mínimo para estimativas confiáveis do SSPP (Lee et al. 2008a; Rockosi et al. 2022) e suficiente para separar as estrelas entre BHBs e BSSs a partir do $\log g$ (Deason et al. 2012). Também foram excluídas estrelas com incertezas em g_0 superior a 1% do valor observado.

Devido à sobreposição dos campos observados pelo SEGUE, uma estrela pode aparecer mais de uma vez no catálogo com parâmetros ligeiramente distintos. Por isso, no caso de um mesmo `bestobjID` indicar mais de um objeto, aquele de menor sinal-ruído foi removido. O `bestobjID` é fornecido pelo SSPP e indica a contrapartida espectroscópica dos dados fotométricos dentro de um raio de $2''$. A associação das observações também é feita por

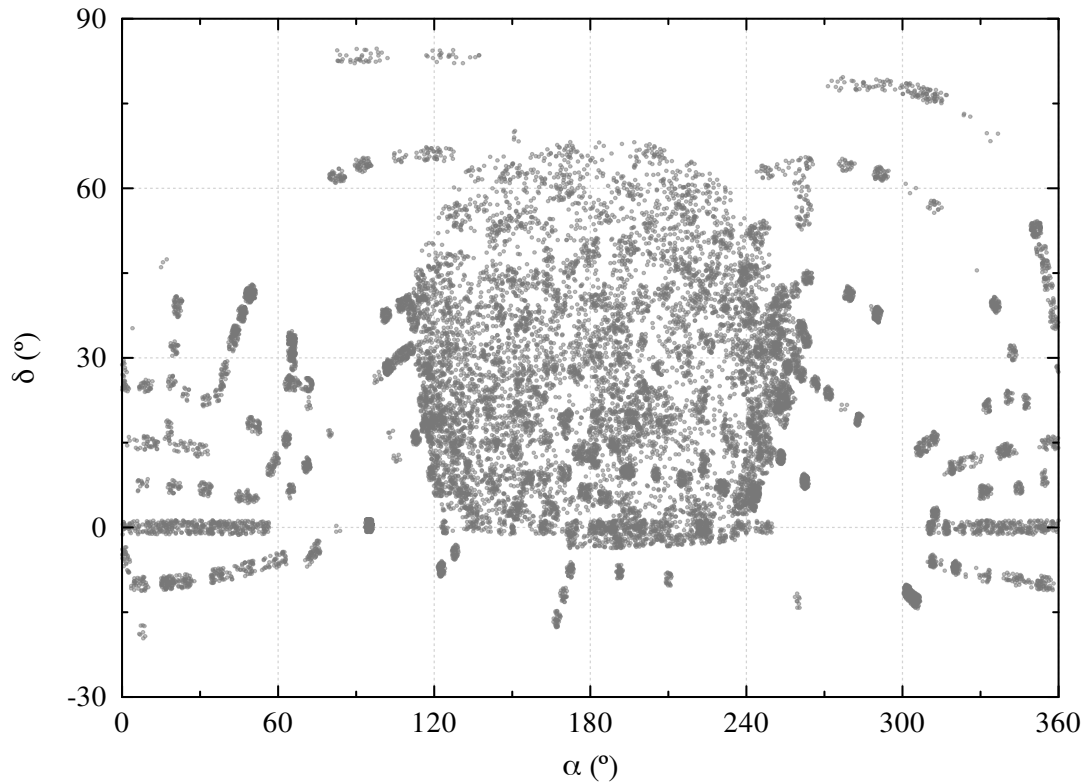


Figura 2.2: Distribuição das estrelas selecionadas em coordenadas equatoriais.

meio do fluxo medido (indicada por `fluxobjID`), idêntico ao anterior em 99.5% dos casos, porém é recomendado utilizar o identificador obtido com a posição para fontes pontuais (consultar <https://www.sdss.org/dr16/algorithms/match/> para maiores detalhes). Ao final da seleção, tem-se uma amostra de 16533 estrelas, distribuídas espacialmente como apresentado na Figura 2.2.

2.3 Aglomerados globulares

Originalmente, o SDSS foi pensado como um censo focado em estudos da estrutura em larga escala do universo (York et al. 2000). Por essa razão, a redução de dados automática não é capaz de processar as observações em campos densamente povoados. Visando recuperar os dados para essas áreas, An et al. (2008) utilizaram o pacote DAOPHOT/ALLFRAME (Stetson 1987, 1994) para extrair a fotometria dos aglomerados observados. Esse catálogo secundário foi utilizado para definir a relação cor–magnitude absoluta, removendo as estrelas com *flags* nas bandas *u*, *g* ou *r*, que foram corrigidas com as extinções fornecidas por Schlegel et al. (1998).

Os aglomerados possuem hoje uma excelente caracterização graças à missão Gaia, que desde 2016 vem fornecendo dados astrométricos, fotométricos e espectroscópicos de alta qualidade para um grande número de estrelas mais brilhantes que magnitude $G \sim 21$, onde G é a magnitude Gaia, muito próxima à banda V (Gaia Collaboration et al. 2016). Recentemente, movimentos próprios, paralaxes e cores foram disponibilizados para quase 1.5 bilhão de estrelas com a primeira parte do terceiro *data release* (EDR3; Gaia Collaboration et al. 2021). Isso possibilitou estudos mais profundos, uma vez que as análises anteriores eram limitadas pela ausência de medidas robustas de paralaxe e movimentos precisos para objetos distantes (além de 5 kpc). Com esses novos dados, Vasiliev & Baumgardt (2021) puderam calcular distâncias de 170 aglomerados globulares e atribuir probabilidades de pertencimento às estrelas em cada um deles.

Diante disso, os resultados de Vasiliev & Baumgardt (2021) foram combinados aos de An et al. (2008), permitindo a seleção de membros com uma confiança maior que 99%. Em seguida, as mesmas restrições de cores dos objetos do campo foram aplicadas e as magnitudes absolutas na banda g do SDSS (M_g) foram estimadas utilizando-se as novas distâncias. Por meio de inspeção visual, limitou-se a amostra em $-0.15 < M_g < 1.15$, onde são observados os HBs. Além disso, todos os membros classificados na base de dados do SIMBAD¹ como variáveis, BSSs ou qualquer outra classe de objetos indesejada foram excluídos, resultando em ~ 750 estrelas pertencentes aos aglomerados.

A Figura 2.3 apresenta o CMD dos aglomerados sobrepostos, destacando a amostra final obtida. Na Figura 2.4, são apresentados os HBs individuais dos aglomerados. A lista de aglomerados globulares com suas respectivas distâncias heliocêntricas de Vasiliev & Baumgardt (2021), incertezas, módulos de distâncias inferidos e valores anteriores de Harris (1996), bem como suas metalicidades, é apresentada na Tabela 2.1. Os aglomerados estão localizados principalmente em distâncias menores que 20 kpc e apresentam $[Fe/H]$ tipicamente entre ~ -2.3 dex e -1.2 dex.

¹ <http://simbad.cds.unistra.fr/simbad/>

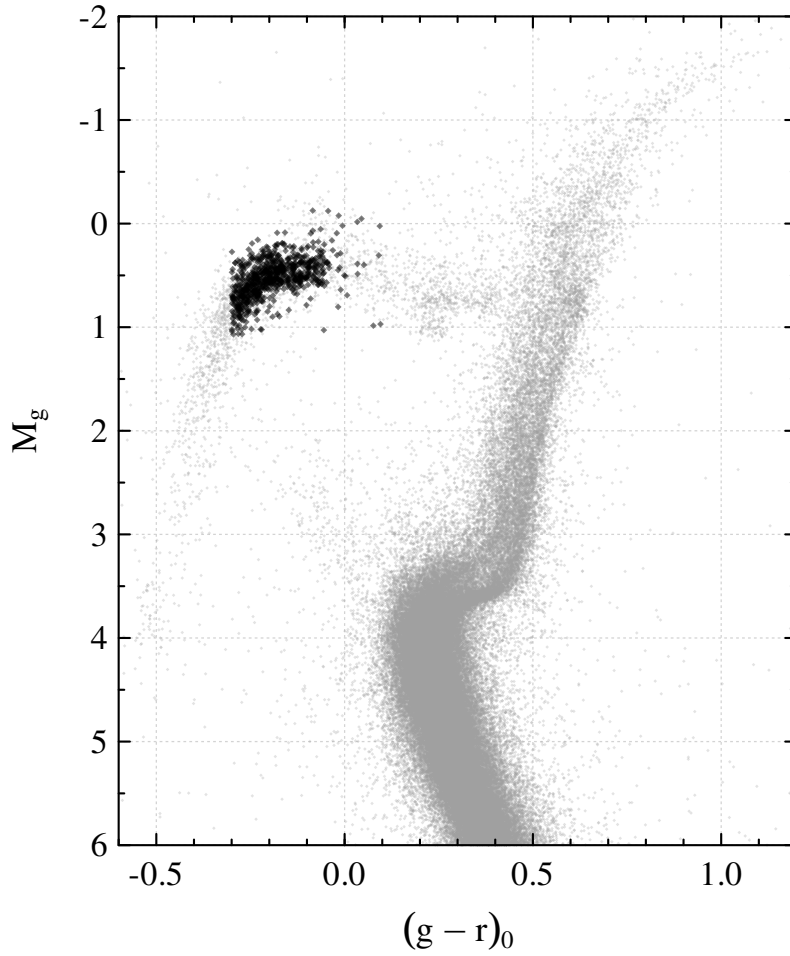


Figura 2.3: Diagrama cor–magnitude dos membros apresentados por Vasiliev & Baumgardt (2021). As estrelas que passaram pelos critérios de seleção estão destacadas em preto.

Tabela 2.1 - Distâncias heliocêntricas determinadas por Vasiliev & Baumgardt (2021) (D), módulos de distância calculados $((m - M)_0)$, módulos de distância e metalicidades para os aglomerados de Harris (1996) $((m - M)_0^H$ e $[Fe/H]^H$).

ID	D (kpc)	$(m - M)_0$ (mag)	$(m - M)_0^H$ (mag)	$[Fe/H]^H$ (dex)
NGC2419	83.0 ± 1.5	19.59	19.63	-2.12
NGC4147	18.65 ± 0.16	16.35	16.42	-1.83
NGC5024, M53	18.59 ± 0.15	16.35	16.25	-1.99
NGC5053	17.30 ± 0.14	16.19	16.07	-2.29
NGC5272, M3	10.20 ± 0.06	15.04	15.09	-1.57
NGC5466	16.32 ± 0.13	16.06	16.00	-2.22
NGC5904, M5	7.49 ± 0.05	14.37	14.37	-1.27
NGC6205, M13	7.53 ± 0.06	14.38	14.42	-1.54
NGC6341, M92	8.60 ± 0.05	14.67	14.58	-2.28
NGC7078, M15	10.73 ± 0.14	15.15	15.06	-2.26
NGC7089, M2	11.62 ± 0.13	15.33	15.30	-1.62

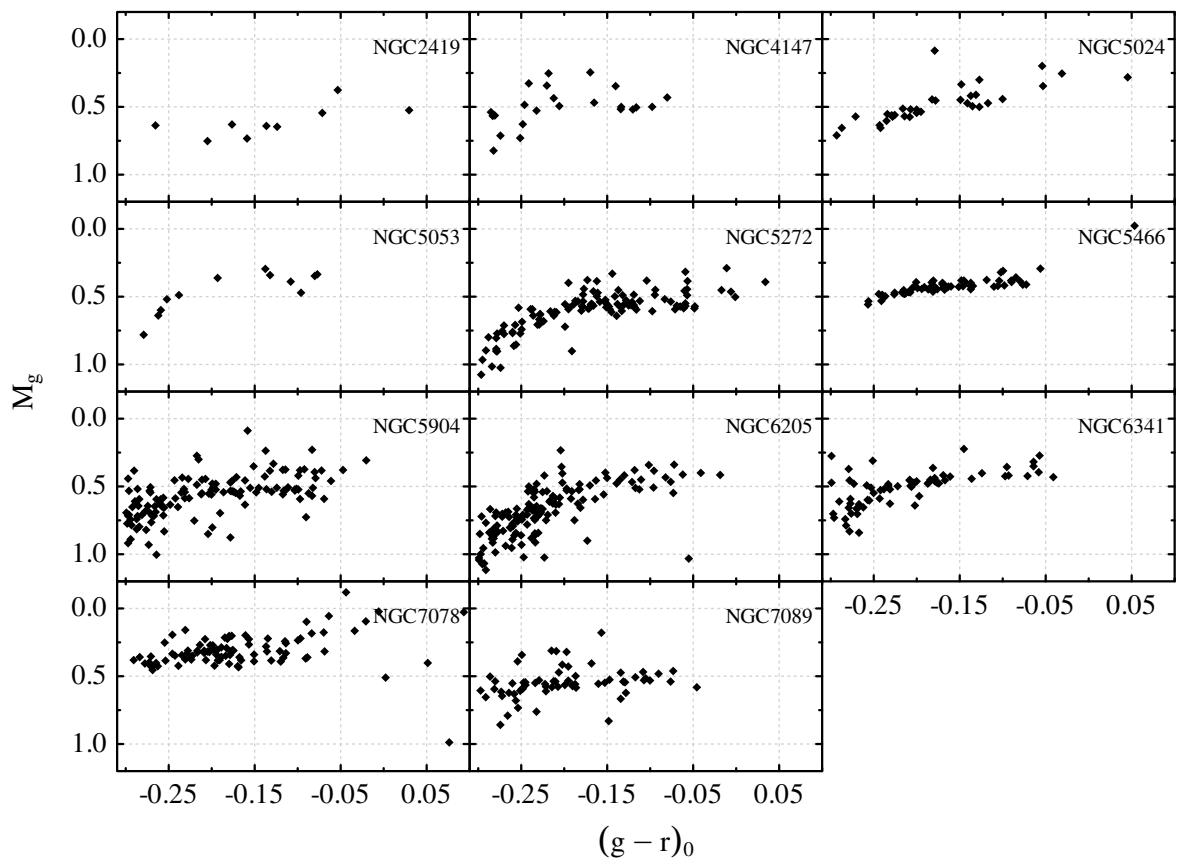


Figura 2.4: Diagramas cor-magnitude individuais dos aglomerados. São apresentadas apenas as estrelas que passaram pelos critérios de seleção.

Identificação das BHBs

Este capítulo aborda a separação entre estrelas azuis no HB e na sequência principal. São apresentados os métodos aplicados em trabalhos anteriores na Seção 3.1 e a ferramenta utilizada em [Barbosa et al. \(2022\)](#) na Seção 3.2. Na Seção 3.3, é descrita a amostra final de BHBs obtida.

3.1 Análises de espectros

Após a seleção descrita na Seção 2.2, a amostra consiste essencialmente de ~ 16500 BHBs e BSSs de campo. Por serem estrelas em diferentes fases evolutivas, a distinção entre elas é feita analisando-se os efeitos da gravidade superficial nas linhas espectrais ([Santucci et al. 2015a](#)), especialmente as linhas de hidrogênio da série de Balmer, que são as mais proeminentes nessa faixa de temperatura. As BSSs, que ocupam a região da sequência principal, apresentam gravidades superficiais maiores que as estrelas no HB, o que se reflete em linhas mais largas ([Mihalas 1982](#); [Flynn et al. 1994](#)).

Uma das técnicas mais usadas é o método $D_{0.2}$ vs. f_m ([Pier 1983](#); [Sommer-Larsen & Christensen 1986](#); [Sirko et al. 2004](#)), onde $D_{0.2}$ mede a largura da linha à 80% do fluxo normalizado e f_m indica sua profundidade. A linha comumente usada é a linha $H\delta$ da série de Balmer ($\sim 4100 \text{ \AA}$), na qual o fluxo de estrelas do tipo espectral A é mais intenso e o contínuo é ajustado mais facilmente em comparação com as demais linhas da série ([Yanny et al. 2000](#)). Uma abordagem diferente foi proposta por [Clewley et al. \(2002\)](#) baseada nos parâmetros b e c do perfil de Sérsic ([Sersic 1968](#)), que descrevem o formato das linhas:

$$S(x) = n - a \cdot e^{\frac{-(\lambda - \lambda_0)^c}{b}}. \quad (3.1)$$

Nessa função, o parâmetro n se ajusta ao nível do contínuo (~ 1 , no caso em que os espectros estão normalizados), λ_0 é o comprimento de onda do centro da linha e a define o parâmetro de escala da profundidade da linha. Os parâmetros b e c definem uma escala de largura e formato, respectivamente.

O SSPP oferece estimativas de $\log g$ independentes dos métodos anteriores, dispensando a análise individual dos espectros. Com dados do SDSS DR8 (Aihara et al. 2011), Santucci et al. (2015a) mostraram que a distinção entre as fases evolutivas pode ser feita por meio de ajustes gaussianos às distribuições de $\log g$. Os resultados obtidos concordam em mais de 90% dos casos com aqueles utilizando características espectrais, indicando que as estimativas fornecidas para as estrelas em questão são confiáveis. As BHBs apresentam gravidades superficiais em um intervalo entre $2.0 \leq \log g \leq 3.6$ (Newell et al. 1969; Hayes & Philip 1988; Harrigan et al. 2010; Santucci et al. 2015a) e diversos trabalhos utilizaram limites semelhantes, variando entre intervalos mais permissivos ($2 - 3.5$, Fermani & Schönrich 2013) e mais restritos (< 3 , Harrigan et al. 2010).

No DR9 (Ahn et al. 2012), os métodos utilizados pelo SSPP foram atualizados, alterando os valores de $\log g$ analisados no trabalho de Santucci et al. (2015a). Entre as mudanças, houve a remoção de três estimativas de $\log g$, além da atualização das grades de espectros e das redes neurais usadas, resultando em uma diminuição dos valores finais, os quais foram mantidos nos levantamentos posteriores (veja Rockosi et al. 2022 para mais detalhes). Desse modo, os limites determinados anteriormente por Santucci et al. (2015a) tornaram-se inadequados. Na Figura 3.1, são apresentados histogramas com os dados deste trabalho e as gaussianas obtidas por Santucci et al. (2015a), separados pela magnitude na banda g_0 entre estrelas com $g_0 < 18$ (painel superior) e $g_0 > 18$ (painel inferior), conforme adotado por Santucci et al. (2015a). Nota-se o desvio de ambos os picos, bem como uma maior sobreposição das distribuições, o que dificulta a distinção das classes mesmo com estrelas mais brilhantes.

3.2 Classificação das estrelas de tipo espectral A

Uma vez que as gaussianas anteriores ajustadas na distribuição do $\log g$ adotado (apresentadas na Figura 3.1) não se adequam aos valores atualizados do SSPP, optou-se por um tratamento mais robusto para essa classificação. O *Gaussian Mixture Model* (GMM) é um

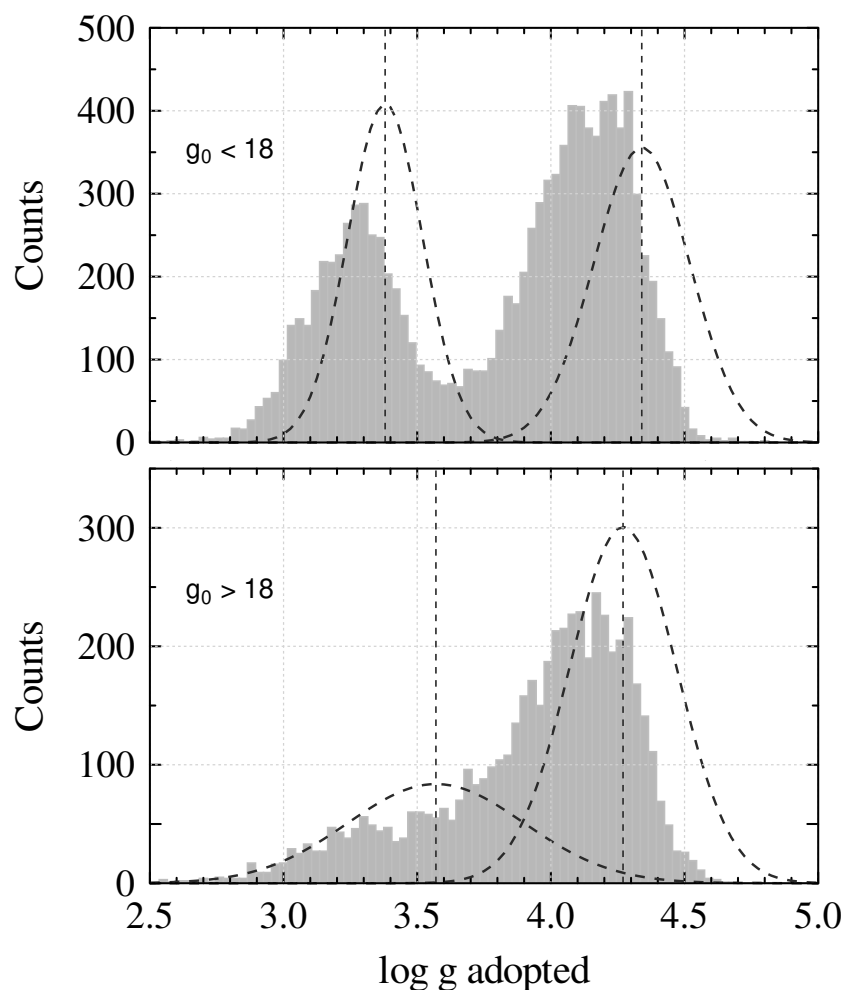


Figura 3.1: Histogramas do $\log g$ adotado pelo SSPP para estrelas com $g_0 < 18$ (painel superior) e $g_0 > 18$ (painel inferior). As linhas tracejadas superpostas aos histogramas são as distribuições gaussianas definidas por Santucci et al. (2015a). Figura extraída de Barbosa et al. (2022).

algoritmo que pretende identificar grupos com características em comum (nesse caso, $\log g$ semelhantes). Inicialmente, o GMM ajusta gaussianas aleatórias e atribui probabilidades aos dados de serem gerados por essas distribuições. Em seguida, são ajustadas novas gaussianas tendo em vista as probabilidades anteriores e os pontos são reclassificados. Esse processo é repetido até atingir a convergência e a precisão exigida (utilizou-se $\epsilon = 10^{-6}$).

Foram feitos testes com alguns pacotes (`mixtools` - Benaglia et al. 2009, `mclust` - Scrucca et al. 2016 e `scikit-learn` - Pedregosa et al. 2011) que possuem implementações do GMM nas linguagens R e Python. As funções foram avaliadas com 6 conjuntos de dados gerados com distribuições gaussianas distinguíveis e sobrepostas (simulando o que seria observado com anãs e gigantes), variando a média e o desvio padrão de cada conjunto. Como o desempenho no teste foi similar entre todos os códigos para as gaussianas bem

definidas, `scikit-learn` foi escolhido por recuperar os valores mais acurados nos casos com maior sobreposição. Uma desvantagem desse pacote em relação aos demais é que a probabilidade final de cada dado não é retornada pela função, apenas a classificação final.

O número K de gaussianas a ser ajustadas pelo GMM é fornecido como um parâmetro de entrada da função. Como mencionado na Seção 2.2, os filtros aplicados garantem que a contaminação de outros objetos é mínima e deve ser observada uma distribuição bimodal nas estimativas de $\log g$. Investigou-se qual seria o número ideal de grupos para os dados com métodos como o Critério de Informação de Akaike (*Akaike Information Criterion* – AIC; Akaike 1974) e o Critério de Informação Bayesiano (*Bayesian Information Criterion* – BIC; Schwarz 1978), os quais indicaram a presença de 3 grupos. Contudo, não há uma motivação física para ajustar um número maior de gaussianas e apenas obtinha-se um grupo com $\log g$ intermediário. Portanto, foi adotado $K = 2$.

Pode-se também empregar esse método para um número arbitrário de dimensões. A princípio, pretendia-se aproveitar essa flexibilidade e utilizar todas as estimativas de $\log g$ das estrelas fornecidas pelo SSPP adequadas dentro do intervalo de cor definido ($(g-r)_0 = [-0.3, 0.1]$):

- $\log g_{\text{WGB}}$: obtida a partir da combinação das larguras equivalentes das linhas de Balmer medidas em um nível 20% abaixo do contínuo e das cores $(g-r)_0$ e $(u-g)_0$, baseando-se no método descrito em Wilhelm et al. (1999);
- $\log g_{\text{NGS1}}$: obtida a partir de uma grade de espectros sintéticos baseada em modelos de atmosferas de Kurucz (Castelli & Kurucz 2003);
- $\log g_{\text{ANNRR}}$ e $\log g_{\text{ANNSR}}$: obtidas a partir de modelos de regressão treinados com espectros reais e sintéticos, respectivamente.

Mais detalhes sobre os métodos de cada estimativa são apresentados em Lee et al. (2008a) e suas respectivas referências.

Como é possível observar na Figura 3.2, apenas uma das estimativas aceitáveis no intervalo de cor exibe uma separação clara entre as distribuições de BHBs e BSSs: $\log g_{\text{ANNRR}}$. Ressalte-se que o comportamento das distribuições não é alterado quando se impõe limites de sinal-ruído maiores. As distribuições de médias $\log g_{\text{ADOP}}$ e $\log g_{\text{SPEC}}$ também apresentam dois picos evidentes, como esperado. Portanto, seguiu-se com a separação em

um espaço bidimensional composto pelas estimativas que parecem mais coerentes com a bimodalidade esperada para BHBs e BSSs. Optou-se por usar $\log g_{\text{ANNRR}}$ e $\log g_{\text{SPEC}}$, que foram obtidos a partir somente dos espectros.

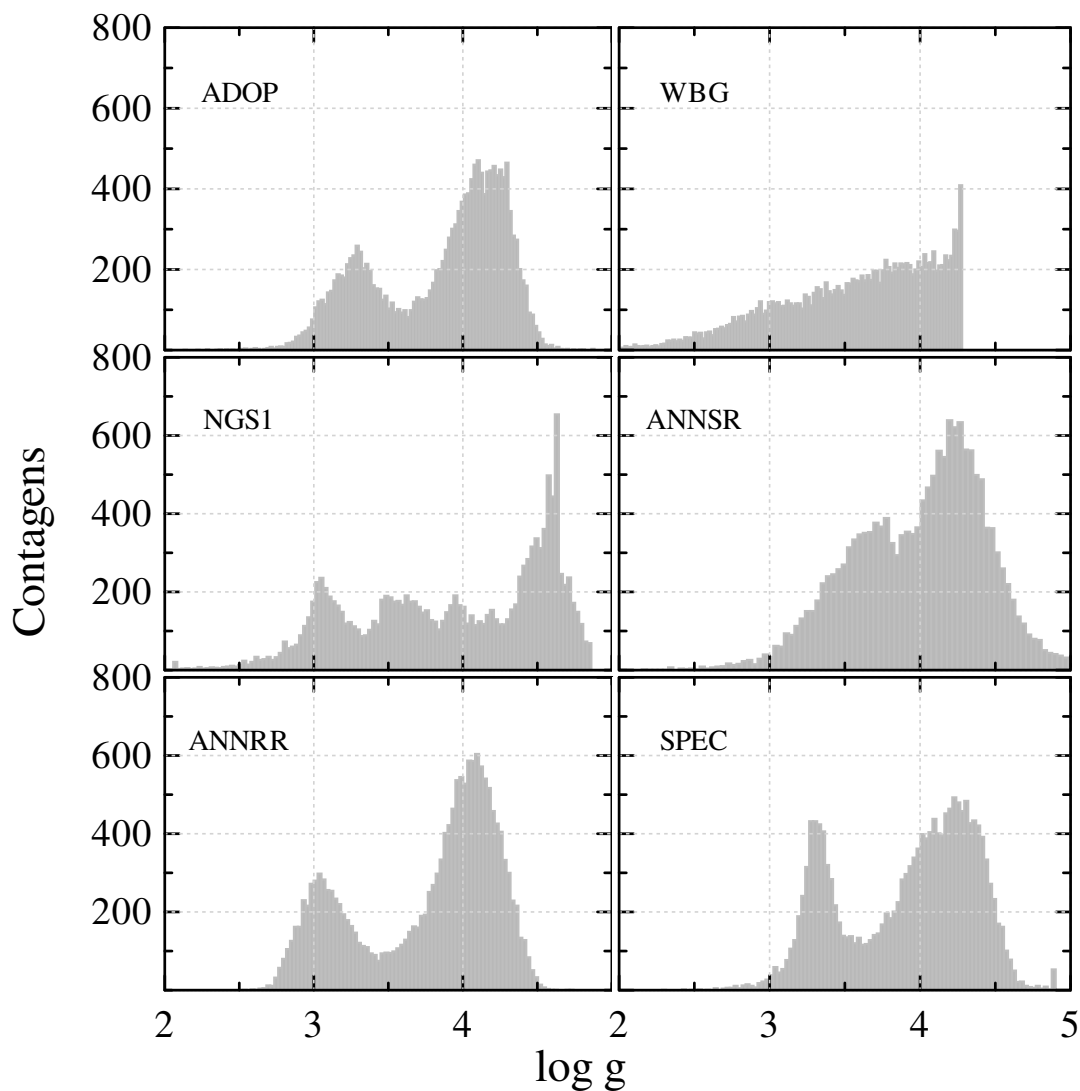


Figura 3.2: Distribuições das estimativas de $\log g$ fornecidas pelo SSPP. As estimativas WBG e NGS1 foram obtidas, respectivamente, a partir do método descrito em [Wilhelm et al. \(1999\)](#) e de grades sintéticas baseadas nos modelos de [Castelli & Kurucz \(2003\)](#). ANNRR e ANNSR são estimativas obtidas por meio de modelos de regressão treinados em espectros reais e sintéticos, respectivamente. ADOP e SPEC são médias robustas obtidas a partir dos diferentes métodos.

Na Figura 3.3 observa-se que $\log g_{\text{ANNRR}}$ possui incertezas muito menores, uma vez que parte dos dados foram usados no treinamento. Para considerar o impacto das incertezas e avaliar a confiança nas classificações, utilizou-se o método de Monte Carlo. Para tanto, dados artificiais de $\log g$ foram sorteados a partir de uma distribuição gaussiana definida com os valores reais (estimativa original e incerteza associada). Essa estratégia foi aplicada

10^4 vezes e cada conjunto de dados foi classificado com o GMM. Ao final, a porcentagem de ocasiões em que um objeto foi atribuído a uma determinada classe (BHB ou BSS) foi considerada como a probabilidade de pertencimento a esse grupo (p_{BHB} ou p_{BSS} , respectivamente). Para a classificação, estimativas inválidas foram removidas (70 estrelas) e os dados foram divididos em $g_0 = 18$. Acima desse limite, os espectros apresentam maior ruído e as gaussianas passam a ser menos discerníveis, havendo um número muito menor de BHBs em comparação às BSSs (Sirko et al. 2004; Santucci et al. 2015a; veja também a Figura 3.1). A parte brilhante da amostra ($g_0 < 18$) contabiliza 11119 estrelas, enquanto a parte menos brilhante, 5344 objetos.

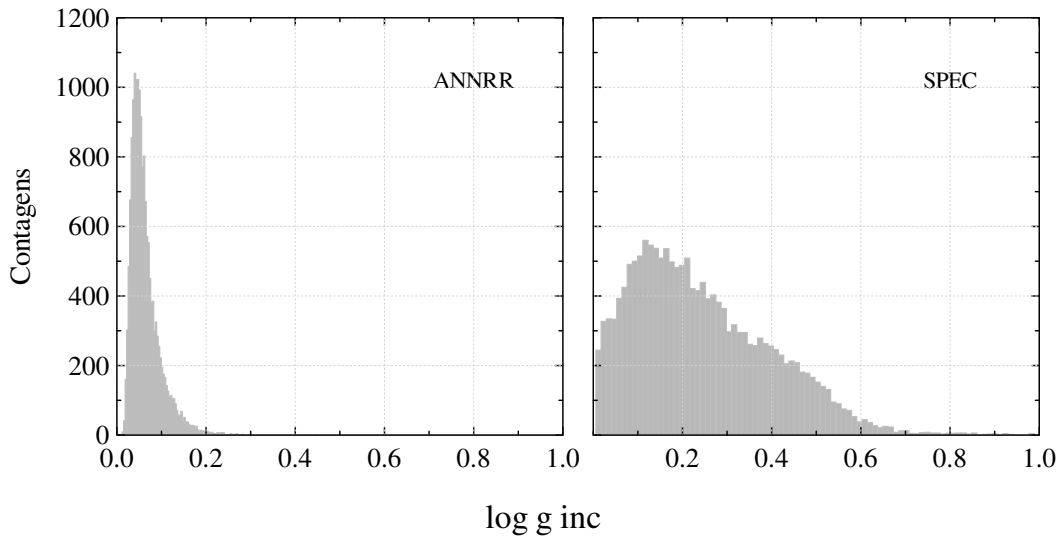


Figura 3.3: Distribuições das incertezas de $\log g_{ANNRR}$ e $\log g_{SPEC}$.

A diferença entre as incertezas influencia fortemente a classificação, como pode ser observado na Figura 3.4. Como os valores de $\log g_{ANNRR}$ são mais precisos (~ 0.06) que aqueles de $\log g_{SPEC}$ (~ 0.21), essa estimativa domina a classificação final. Com as estrelas mais brilhantes, tem-se picos claros e a probabilidade atribuída é alta ($p_{BHB} > 99\%$ ou $p_{BSS} > 99\%$) para 10453 das 11119 (94%).

3.3 Características gerais da amostra

Com a classificação descrita na Seção 3.2, foram identificadas 5699 possíveis BHBs dentre as 16463 estrelas com magnitude $13 \lesssim g_0 \lesssim 20$, sendo 1632 estrelas de baixo brilho aparente ($g_0 > 18$) e 4067 brilhantes ($g_0 < 18$). A Figura 3.5 apresenta a distribuição

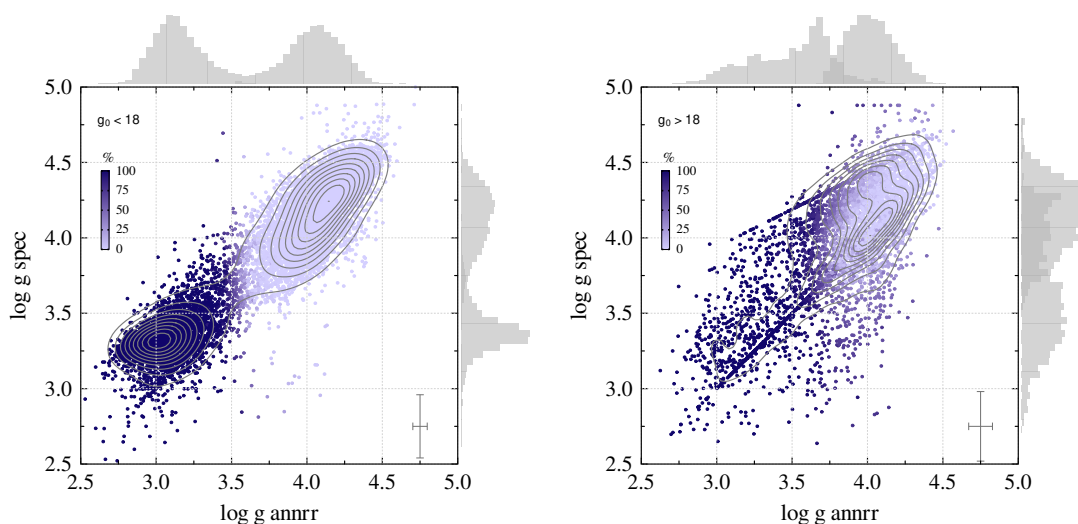


Figura 3.4: Espaço de $\log g$. Os histogramas ilustram as distribuições de cada estimativa separadas em $p_{BHB} = 50\%$. Figura extraída de [Barbosa et al. \(2022\)](#).

em coordenadas galácticas da amostra. Em latitudes $|b| < 10^\circ$, um número pequeno de estrelas é encontrado (36).

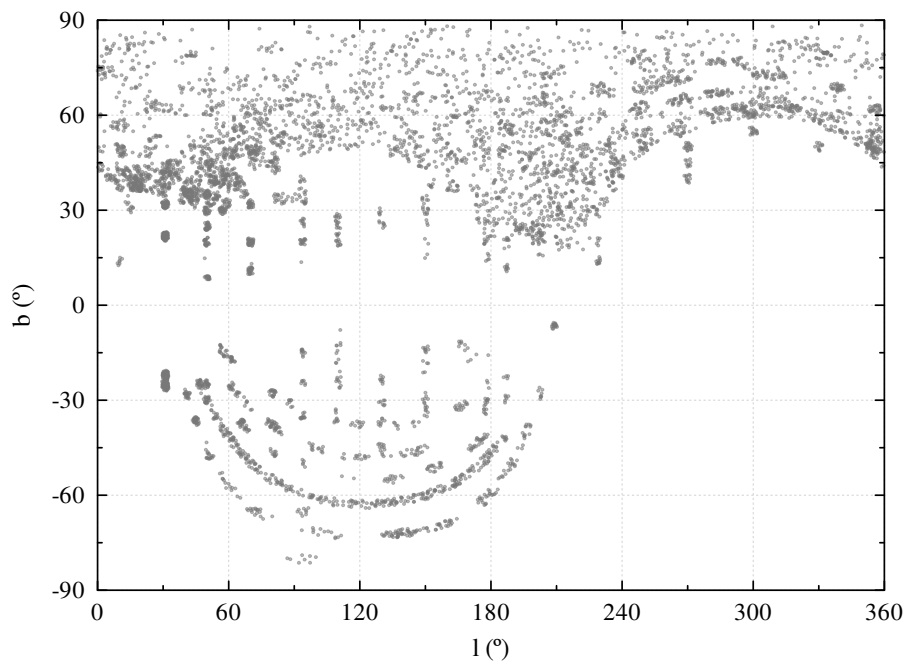


Figura 3.5: Distribuição das 5699 BHBs em coordenadas galácticas.

Como mencionado no Capítulo 1, BHBs são estrelas pobres em metais, o que fica evidente na Figura 3.6, que apresenta a distribuição de metalicidade ($[\text{Fe}/\text{H}]$). A amostra obtida tem uma mediana e desvio absoluto de -1.74 ± 0.26 dex, e 72% das estrelas possuem

$[\text{Fe}/\text{H}] < -1.5$ dex (4088 estrelas).

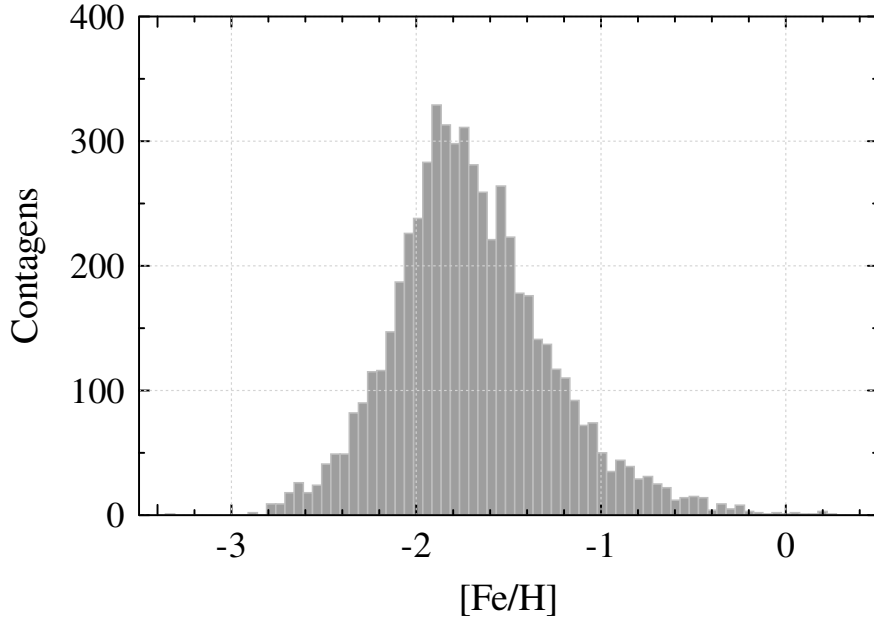


Figura 3.6: Distribuição de metalicidade das BHBs. A amostra possui uma mediana e desvio absoluto de -1.74 ± 0.26 dex.

A Figura 3.7 apresenta a distribuição das BHBs no espaço de cores $(g-r)_0$ vs. $(u-r)_0$ colorido segundo a probabilidade atribuída. Nota-se que as estrelas com menor confiança se concentram na região mais vermelha da cor $(g-r)_0$, onde é esperado um número maior de BSSs. 80% da amostra é classificada com alta confiança ($p_{BHB} > 99\%$), o que corresponde a 4566 estrelas, das quais 764 possuem $g_0 > 18$.

A amostra completa apresenta cerca de 1000 estrelas a mais que Santucci et al. (2015a), que utilizou cortes mais restritivos em $\log g$ para identificar as BHBs. A fim de obter uma avaliação básica da contaminação de BSSs, as BHBs deste trabalho foram cruzadas com os dados de Santucci et al. (2015a). Encontrou-se 480 estrelas classificadas como BSSs, das quais 93 possuem $p_{BHB} \geq 99\%$ (apenas 2% de toda a amostra com alta probabilidade). Grande parte dessas (436) são estrelas com $g_0 > 18$, onde é mais difícil realizar a identificação das diferentes fases evolutivas.

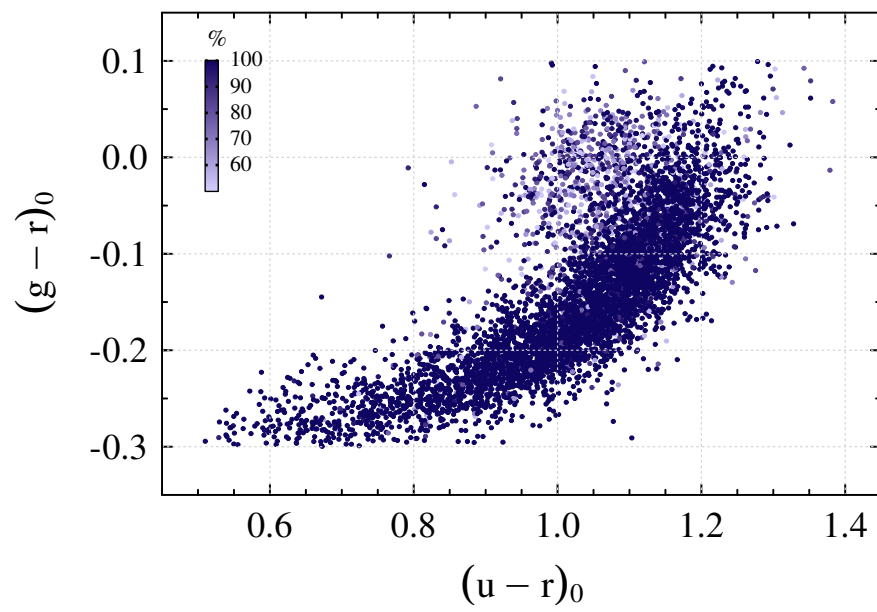


Figura 3.7: Diagrama cor–cor das estrelas classificadas como BHBs. A cor indica a probabilidade de ser BHB.

Estimativas de magnitude absoluta

A luminosidade praticamente constante é a característica mais valiosa do HB, permitindo que a distância seja inferida por meio de um índice de cor, parâmetro obtido com maior facilidade que outras medidas, como a paralaxe. Conhecendo a distância de aglomerados com HBs, é possível encontrar uma função que descreve a forma aproximada desses e estimar a magnitude absoluta partindo apenas da fotometria. Essa aproximação, embora ignore as dependências mencionadas no Capítulo 1, ainda é considerada válida e amplamente utilizada por diversos trabalhos na literatura.

Hayes & Philip (1979) publicaram uma das primeiras relações: uma reta que depende da cor $B - V$ obtida usando 16 aglomerados globulares. Com o mesmo sistema fotométrico, Preston et al. (1991) ajustaram uma curva mais suave, um polinômio de terceiro grau. Usando uma abordagem teórica, Sirko et al. (2004) obtiveram cinco valores de M_g distribuídos no espaço $(g - r)_0$ vs. $(u - g)_0$. Essas magnitudes são atribuídas às estrelas calculando-se qual das estimativas encontra-se a uma menor distância das estrelas no espaço de cores. O mesmo método foi aplicado por Xue et al. (2008) na construção da sua amostra de BHBs. Pouco tempo depois, Deason et al. (2011) apresentaram um polinômio de quarto grau explorando as magnitudes no sistema *ugriz* do SDSS DR8:

$$M_g = 0.434 - 0.169 \cdot (g - r)_0 + 2.319 \cdot (g - r)_0^2 + 20.449 \cdot (g - r)_0^3 + 94.517 \cdot (g - r)_0^4. \quad (4.1)$$

Essa função depende apenas da cor $(g - r)_0$, uma vez que os autores não notaram uma dependência evidente com $[\text{Fe}/\text{H}]$.

Mais tarde, Fermani & Schönrich (2013) argumentaram sobre a importância de incluir-se a metalicidade na determinação da magnitude absoluta e propuseram uma nova relação

obtida a partir de modelos teóricos:

$$M_g = 0.0075 \cdot e^{-14.0 \cdot (g-r)_0} + 0.04 \cdot ([\text{Fe}/\text{H}] + 3.5)^2 + 0.25. \quad (4.2)$$

Segundo os autores, a incerteza nos módulos de distância utilizados por [Deason et al. \(2011\)](#) (~ 0.2 mag; [Gratton et al. 1997](#)) seria uma das razões pelas quais a dependência com a metalicidade não foi observada. Contudo, [Santucci et al. \(2015a\)](#) mostraram que a diferença entre as duas relações é desprezível dentro das incertezas, com as estimativas de [Deason et al. \(2011\)](#) sendo 2.5% maiores. [Utkin & Dambis \(2020\)](#) também compararam as distâncias de [Fermani & Schönrich \(2013\)](#) com estimativas fotométricas da amostra de [Xue et al. \(2008\)](#), reafirmando a compatibilidade entre os dados.

Em [Barbosa et al. \(2022\)](#), foram publicadas novas relações para estimar M_g , mostrando que (1) a precisão nos módulos de distância não explica a ausência de dependência clara com a metalicidade e (2) uma cor que considere o filtro u é mais acurada que a tradicional $(g-r)_0$. Este capítulo trata do procedimento realizado para definir essas relações. Na Seção 4.1, é descrita a ferramenta utilizada para ajustar os dados. Os resultados encontrados são apresentados na Seção 4.2 e analisados na Seção 4.3.

4.1 Definindo a relação

Definir a melhor relação matemática para descrever dados observados pode ser uma tarefa muito complicada. Os modelos atuais de regressão são bastante eficientes nessa busca pelas dependências adequadas entre as variáveis ([Yan & Su 2009](#)). Dentre os métodos desenvolvidos, a regressão linear é um dos mais utilizados, no qual os parâmetros de uma função conhecida (ou presumida) são obtidos de acordo com um determinado critério (por exemplo, χ^2) buscando minimizar a diferença entre o ajuste e os dados. Mas, o que deve ser feito quando não se sabe a forma da lei de geração dos dados? Nesses casos, uma opção seria utilizar regressão simbólica ([Koza 1992](#)), que não exige uma expressão inicial para a qual os coeficientes devem ser encontrados. Essa análise parte da combinação de diferentes operações matemáticas e constantes, inferindo o modelo a partir dos dados, além de determinar os parâmetros necessários.

Como apresentado no início deste Capítulo, as magnitudes absolutas de BHBs foram aproximadas por polinômios em trabalhos anteriores, sem que haja uma razão física para tal função (note que [Fermani & Schönrich 2013](#) tratam o declínio observado para estrelas

mais quentes com uma exponencial). Pensando nisso, escolheu-se a regressão simbólica por ser uma boa opção para encontrar relações simples que se ajustem bem aos dados quando a real função é desconhecida (por exemplo, Schmidt & Lipson 2009; Ashok et al. 2020; Cornelio et al. 2021). Neste trabalho, foi utilizada a ferramenta TuringBot¹ que implementa o método e prediz a melhor relação entre variáveis com diferentes operações matemáticas.

TuringBot é um programa versátil que permite a visualização das soluções durante a convergência, além da decisão final da mais adequada entre todas as obtidas. Além disso, o usuário pode escolher os parâmetros de entrada, as operações matemáticas e o tipo de erro a ser utilizado nas funções ajustadas. Ao final, uma série de funções são fornecidas com os respectivos erros e complexidades. A complexidade é calculada como a soma dos valores definidos para cada componente. O programa considera que variáveis de entrada, constantes e as operações básicas — soma, subtração e multiplicação — têm valor 1, divisão tem valor 2 e outras operações possuem valores maiores². Dessa forma, temos que a função $3 \cdot x + 5$ tem complexidade 5, enquanto a função $(5 - x) \cdot (z/3) \cdot 2 \cdot y$ tem complexidade 12, por exemplo.

Verificou-se que, para a relação entre cor e magnitude buscada neste trabalho, utilizar operações matemáticas mais complexas — como exponencial, logaritmo ou funções trigonométricas — é desnecessário, pois o programa não encontra funções mais simples com menores erros utilizando-as. Então, adotou-se somente as operações matemáticas básicas. O erro utilizado foi o erro absoluto médio (*Mean Absolute Error* – MAE):

$$\text{MAE} = \frac{\sum_{i=1}^n (|y_i - x_i|)}{n}, \quad (4.3)$$

onde n é o número total de dados, x_i o valor real e y_i o valor predito para o i -ésimo dado. Como análise prévia, algumas combinações entre os parâmetros estelares mais comuns na literatura para estimativas desse tipo foram testadas (magnitudes, índices de cor e metalicidade).

¹ <https://turingbotsoftware.com/>

² Mais detalhes sobre as definições e o programa de modo geral podem ser consultados na documentação: <https://turingbotsoftware.com/documentation.html>.

4.2 Relações cor–magnitude absoluta

A amostra utilizada para determinar a relação entre cor e magnitude absoluta das estrelas é descrita na Seção 2.3. Mais de 700 estrelas de HBs de aglomerados com dados fotométricos do SDSS compõem essa amostra. Para avaliar a influência da metalicidade na determinação do ajuste, foi criado um subconjunto apenas com as BHBs que possuem essa informação do SSPP, o que equivale a 53 estrelas.

Com esse subconjunto, o programa foi rodado utilizando como variáveis de entrada as cores $(g-r)_0$, $(u-g)_0$ e $(u-r)_0$ individualmente e combinadas entre si, a combinação dessas com $[\text{Fe}/\text{H}]$ e também fornecendo as magnitudes isoladas (u , g e r). Os resultados são apresentados na Figura 4.1, onde observa-se como o MAE diminui com o aumento da complexidade (veja a Seção 4.1 para a definição de “complexidade”). Alguns ajustes coincidem, pois o programa pode não utilizar todas as variáveis caso não haja uma redução do erro para uma dada complexidade. Assim, o mesmo ajuste obtido com as cores individuais pode ser encontrado com suas combinações, ocasionando a sobreposição das linhas no gráfico.

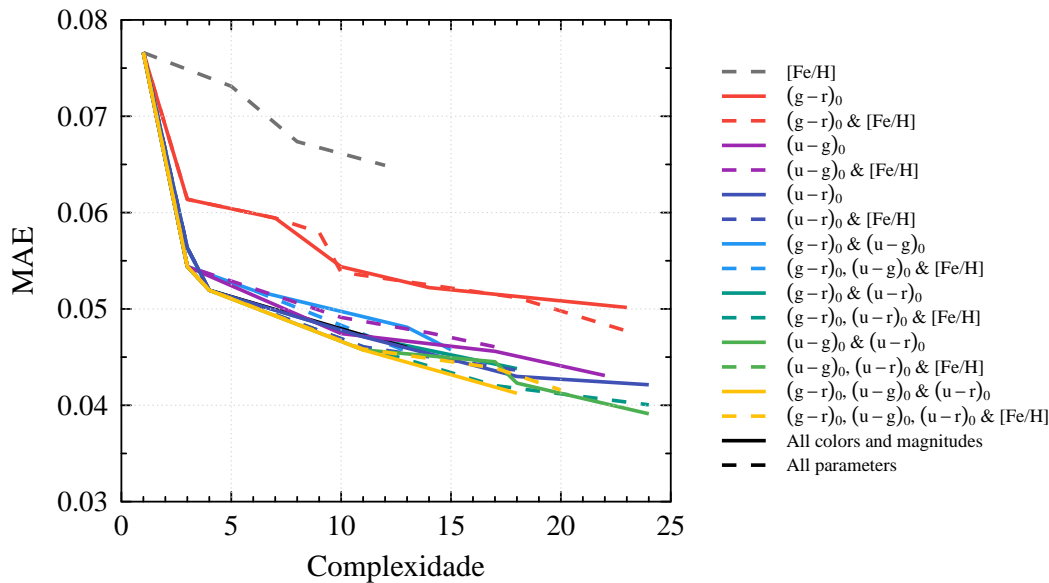


Figura 4.1: Erro médio absoluto das funções obtidas para diferentes combinações de parâmetros. Figura adaptada de Barbosa et al. (2022).

Nota-se que é dispensável utilizar mais de uma cor, pois apenas a cor $(u-r)_0$ alcança erros muito parecidos àqueles das funções com combinação de cores. Além disso, não há um ganho significativo incluindo a metalicidade para funções até complexidade 20, uma

vez que erros semelhantes são obtidos apenas com as cores. Vê-se que as cores $(u - g)_0$ e $(u - r)_0$ atingem erros menores que a cor $(g - r)_0$ isolada — tradicionalmente usada nas relações de magnitude absoluta —, e também sua combinação com a metalicidade, o que indica que se pode conseguir resultados mais acurados (em média) sem a necessidade de conhecer a metalicidade das estrelas.

Com os módulos de distâncias extraídos das estimativas de [Vasiliev & Baumgardt \(2021\)](#), tem-se incertezas menores que aquelas dos valores utilizados na definição de [Deason et al. \(2011\)](#) (~ 0.02 mag). Entretanto, deve-se ressaltar que isso não é suficiente para que a dependência de M_g com $[\text{Fe}/\text{H}]$ seja perceptível dentro da amostra limitada de estrelas do SEGUE em aglomerados, como [Fermani & Schönrich \(2013\)](#) argumentaram. Embora, de fato, haja uma dependência entre os parâmetros, não é possível afirmar que considerar a metalicidade é de extrema importância para essa aproximação. Portanto, utilizou-se o conjunto completo de estrelas selecionadas dos aglomerados globulares com fotometria de [An et al. \(2008\)](#) para a obtenção das relações finais, avaliando-se apenas as três cores individualmente.

A Figura 4.2 mostra os erros associados a cada ajuste obtido utilizando a amostra puramente fotométrica. Nota-se novamente que as cores que envolvem a magnitude u_0 apresentam melhores resultados que a cor $(g - r)_0$, sendo a cor $(u - r)_0$ ainda mais precisa que a cor $(u - g)_0$. A melhora observada com as cores $(u - g)_0$ e $(u - r)_0$ indica que a banda u apresenta informações relevantes para determinar a localização das BHBs no CMD. Sua curva de transmissão está localizada entre 3000\AA e 4000\AA , onde se encontra a descontinuidade de Balmer ($\sim 3645\text{\AA}$) e várias linhas de hidrogênio da série. Como mencionado na Seção 3.1, essas linhas são frequentemente usadas para inferir T_{eff} e $\log g$ das BHBs. Logo, o filtro u está associado aos parâmetros estelares diretamente relacionados às massas das BHBs ([Valcarce & Catelan 2008](#)), principal propriedade para determinar a localização na ZAHB.

As equações 4.4 e 4.5 apresentam as melhores relações cor–magnitude absoluta:

$$M_g = \frac{0.178}{0.537 + (g - r)_0} \quad (4.4)$$

e

$$M_g = \frac{0.721}{(u - r)_0} - 0.212. \quad (4.5)$$

Os ajustes foram escolhidos com base na Figura 4.2, selecionando o ponto a partir do qual

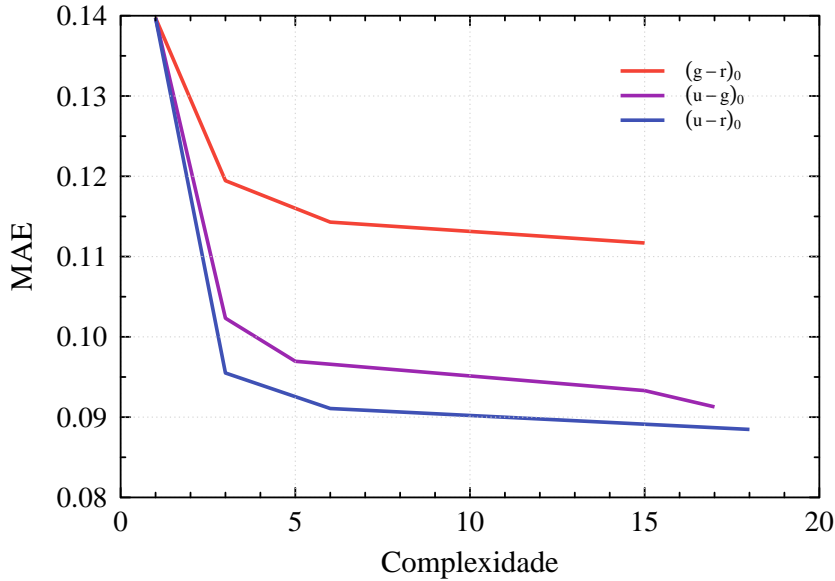


Figura 4.2: Erro médio absoluto das funções obtidas considerando a dependência com os índices de cor $(g-r)_0$, $(u-g)_0$ e $(u-r)_0$. Figura adaptada de [Barbosa et al. \(2022\)](#).

não há uma diminuição significativa dos erros, que corresponde às funções de complexidade 6 em ambas as cores. Além da cor com melhor desempenho ($(u-r)_0$), foi mantida a cor $(g-r)_0$ por ser a mais usual nos trabalhos sobre o tema.

As equações 4.4 e 4.5 apresentam, respectivamente, erros ~ 0.11 e 0.09 . Para comparação, o polinômio de [Deason et al. \(2011\)](#) é uma função de complexidade 33 e erro $\text{MAE} \approx 0.12$, mesmo valor atingido com o ajuste linear obtido pelo `TuringBot`. Embora as relações propostas apresentem singularidades, elas se encontram fora do intervalo de cor das estrelas em questão. Esses resultados estão disponíveis também em [Barbosa et al. \(2022\)](#).

4.3 Análise das distâncias

Uma vez determinada M_g com uma dada relação, a distância heliocêntrica (D) é calculada pela Equação 4.6:

$$D = 10^{\frac{g_0 - M_g}{5} + 1}, \quad (4.6)$$

onde D é expressa em parsecs. Na Figura 4.3, apresenta-se a distribuição das estrelas nos CMDs e as relações obtidas. Nota-se que há uma dispersão menor dos dados com a cor $(u-r)_0$ (painel esquerdo) e, portanto, a aproximação é mais acurada, principalmente para as estrelas com $(g-r)_0 < -0.1$. Com a cor $(g-r)_0$, os valores de M_g obtidos são menores

que os de [Deason et al. \(2011\)](#), ou seja, as distâncias estimadas neste trabalho são maiores que as anteriores (painel direito). Os valores obtidos são muito similares para estrelas com $(g-r)_0 \sim -0.20$, onde as função se aproximam. Como observado na [Figura 2.4](#), o aglomerado NGC 7078 é mais brilhante que os demais e não foi considerado por [Deason et al. \(2011\)](#), o que favorece magnitudes levemente menores aqui.

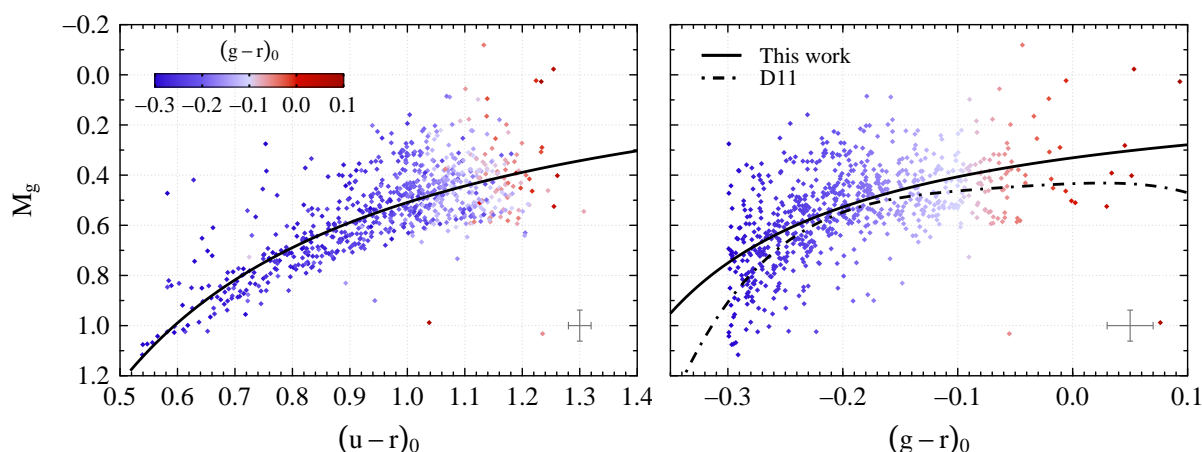


Figura 4.3: Diagramas cor–magnitude com as cores $(u-r)_0$ (painel esquerdo) e $(g-r)_0$ (painel direito) das estrelas usadas para obter os ajustes (Equações 4.5 e 4.4; linhas sólidas). A relação fornecida por [Deason et al. \(2011\)](#) (Equação 4.1) é representada pela linha tracejada-pontilhada no painel direito. As barras de erro no canto inferior esquerdo representam as medianas das incertezas derivadas por propagação. Figura adaptada de [Barbosa et al. \(2022\)](#).

4.3.1 Comparação com estimativas anteriores

A comparação das distâncias em cada aglomerado evidencia a maior precisão da cor $(u-r)_0$. Na [Figura 4.4](#), é apresentada a diferença relativa entre as distâncias obtidas por [Vasiliev & Baumgardt \(2021\)](#) (D_{V21}) e as relações fotométricas dadas por [Barbosa et al. \(2022\)](#) ($D_{(g-r)_0}$ e $D_{(u-r)_0}$) e por [Deason et al. \(2011\)](#) (D_{D11}). Observa-se que as distâncias $D_{(u-r)_0}$ são mais consistentes para todos os aglomerados mais próximos que 20 kpc. Essas estimativas também são mais acuradas que $D_{(g-r)_0}$ em oito dos onze aglomerados e em sete comparando com D_{D11} . As medianas e desvios absolutos das distâncias para cada aglomerado são apresentados na [Tabela 4.1](#).

Por completeza, apresenta-se também as distâncias obtidas com a [Equação 4.2](#) (D_{F13}) na [Figura 4.5](#). Nesse caso, a quantidade de aglomerados e estrelas é muito menor, uma vez que é necessário fazer o cruzamento com o SSPP para obter os valores de $[\text{Fe}/\text{H}]$, uma desvantagem dessa relação. A estimativa a partir da cor $(u-r)_0$ continua mais

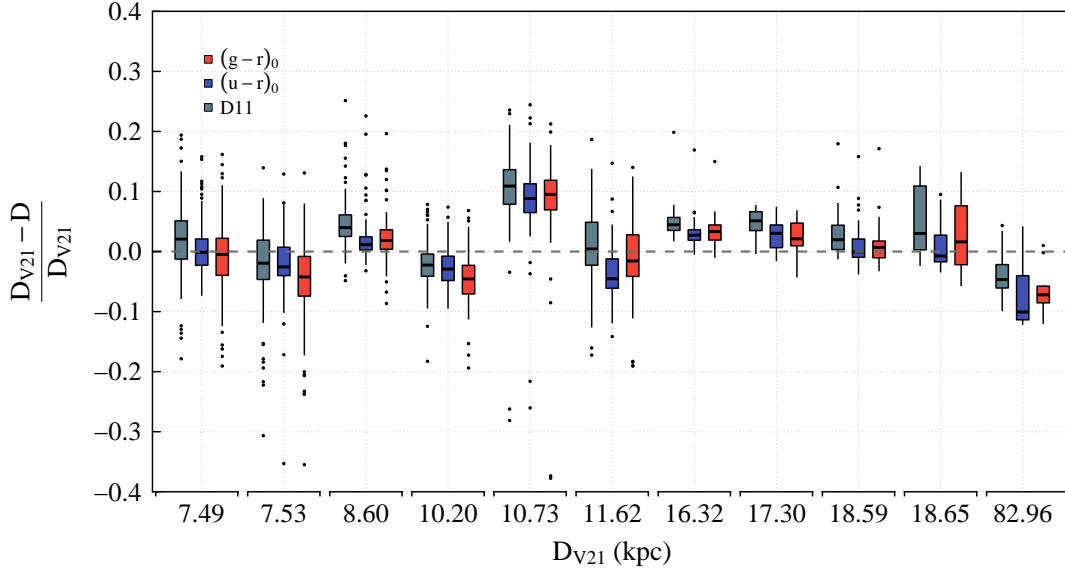


Figura 4.4: Boxplot das diferenças relativas entre as distâncias estimadas ($D_{(g-r)_0}$, $D_{(u-r)_0}$ e D_{D11}) para os aglomerados e os valores fornecidos por Vasiliev & Baumgardt (2021) (D_{V21}). O tamanho de cada caixa representa a dispersão (1^o e 3^o quartis) e a linha central indica a mediana. Figura adaptada de Barbosa et al. (2022).

precisa e mais acurada que a distância de Fermani & Schönrich (2013) em quatro dentre seis aglomerados. Contudo, para o aglomerado com maior número de BHBs, D_{F13} é mais acurada. As medianas e desvios das distâncias para os aglomerados e o número de estrelas em cada um são explicitados na Tabela 4.2.

Tabela 4.1 - Medianas e desvios absolutos da mediana das distâncias de BHBs para cada aglomerado (ID) fornecidas por Vasiliev & Baumgardt (2021) (D_{V21}), calculadas com as funções de Deason et al. (2011) (D_{D11}) e Barbosa et al. (2022) ($D_{(g-r)_0}$ e $D_{(u-r)_0}$), além do número de estrelas em cada aglomerado.

ID	D_{V21} (kpc)	D_{D11} (kpc)	$D_{(g-r)_0}$ (kpc)	$D_{(u-r)_0}$ (kpc)	Número
NGC2419	83.0 ± 1.5	86.8 ± 2.9	88.9 ± 1.9	91.3 ± 2.3	10
NGC4147	18.65 ± 0.16	18.1 ± 1.3	18.4 ± 1.4	18.79 ± 0.42	20
NGC5024, M53	18.59 ± 0.15	18.22 ± 0.52	18.46 ± 0.46	18.60 ± 0.42	33
NGC5053	17.30 ± 0.14	16.41 ± 0.42	16.93 ± 0.63	16.77 ± 0.51	12
NGC5272, M3	10.20 ± 0.06	10.43 ± 0.28	10.66 ± 0.35	10.50 ± 0.32	113
NGC5466	16.32 ± 0.13	15.59 ± 0.29	15.78 ± 0.29	15.88 ± 0.22	63
NGC5904, M5	7.49 ± 0.05	7.33 ± 0.36	7.53 ± 0.34	7.50 ± 0.24	124
NGC6205, M13	7.53 ± 0.06	7.68 ± 0.38	7.85 ± 0.37	7.72 ± 0.22	141
NGC6341, M92	8.60 ± 0.05	8.26 ± 0.22	8.44 ± 0.21	8.50 ± 0.15	68
NGC7078, M15	10.73 ± 0.14	9.56 ± 0.46	9.71 ± 0.40	9.78 ± 0.39	100
NGC7089, M2	11.62 ± 0.13	11.57 ± 0.62	11.80 ± 0.62	12.15 ± 0.35	71

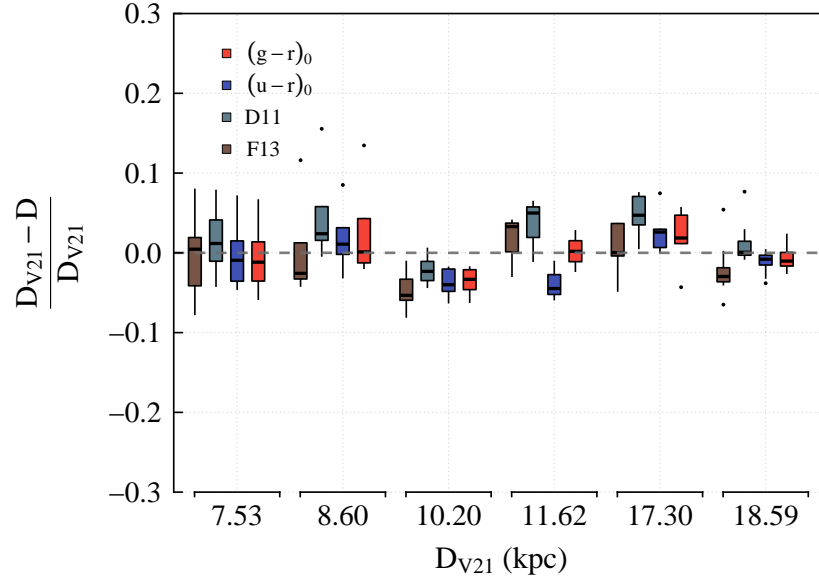


Figura 4.5: Boxplot das diferenças relativas entre as distâncias estimadas ($D_{(g-r)_0}$, $D_{(u-r)_0}$, D_{D11} e D_{F13}) para os aglomerados e os valores fornecidos por Vasiliev & Baumgardt (2021) (D_{V21}).

Também comparou-se as distâncias inferidas por meio das magnitudes de Barbosa et al. (2022) com as estimativas de Deason et al. (2011) e Fermani & Schönrich (2013) (Equações 4.1 e 4.2, respectivamente) para as estrelas de campo. Além disso, foram consideradas as distâncias de Xue et al. (2008) (D_{X08}). Considerou-se apenas estrelas com $p_{BHB} > 99\%$, perfazendo um total de 1837 BHBs após o cruzamento com a amostra de Xue et al. (2008). Para as comparações com relações cor–magnitude absoluta anteriores, a cor foi limitada ao mesmo intervalo dos trabalhos, isto é, $(g - r)_0 < 0$, resultando em 4389 estrelas. As Figuras 4.6 e 4.7 mostram as diferenças relativas entre as estimativas.

Nas duas comparações, fica evidente que D_{X08} são tão menores quanto mais vermelhas

Tabela 4.2 - Medianas e desvios absolutos da mediana das distâncias das estrelas em cada aglomerado (ID) calculadas com as funções de Deason et al. (2011) (D_{D11}), Fermani & Schönrich (2013) (D_{F13}) e Barbosa et al. (2022) ($D_{(g-r)_0}$ e $D_{(u-r)_0}$) e o número de estrelas.

ID	D_{D11} (kpc)	D_{F13} (kpc)	$D_{(g-r)_0}$ (kpc)	$D_{(u-r)_0}$ (kpc)	Número
NGC4147	18.58 ± 0.20	19.16 ± 0.27	18.81 ± 0.28	18.75 ± 0.20	12
NGC5053	16.48 ± 0.60	17.30 ± 0.94	16.98 ± 0.73	16.85 ± 0.50	5
NGC5272, M3	10.44 ± 0.19	10.74 ± 0.21	10.54 ± 0.19	10.61 ± 0.25	9
NGC6205, M13	7.44 ± 0.31	7.50 ± 0.29	7.62 ± 0.28	7.60 ± 0.29	20
NGC6341, M92	8.39 ± 0.19	8.82 ± 0.13	8.59 ± 0.21	8.51 ± 0.29	4
NGC7089, M2	11.04 ± 0.26	11.24 ± 0.15	11.60 ± 0.45	12.14 ± 0.26	3

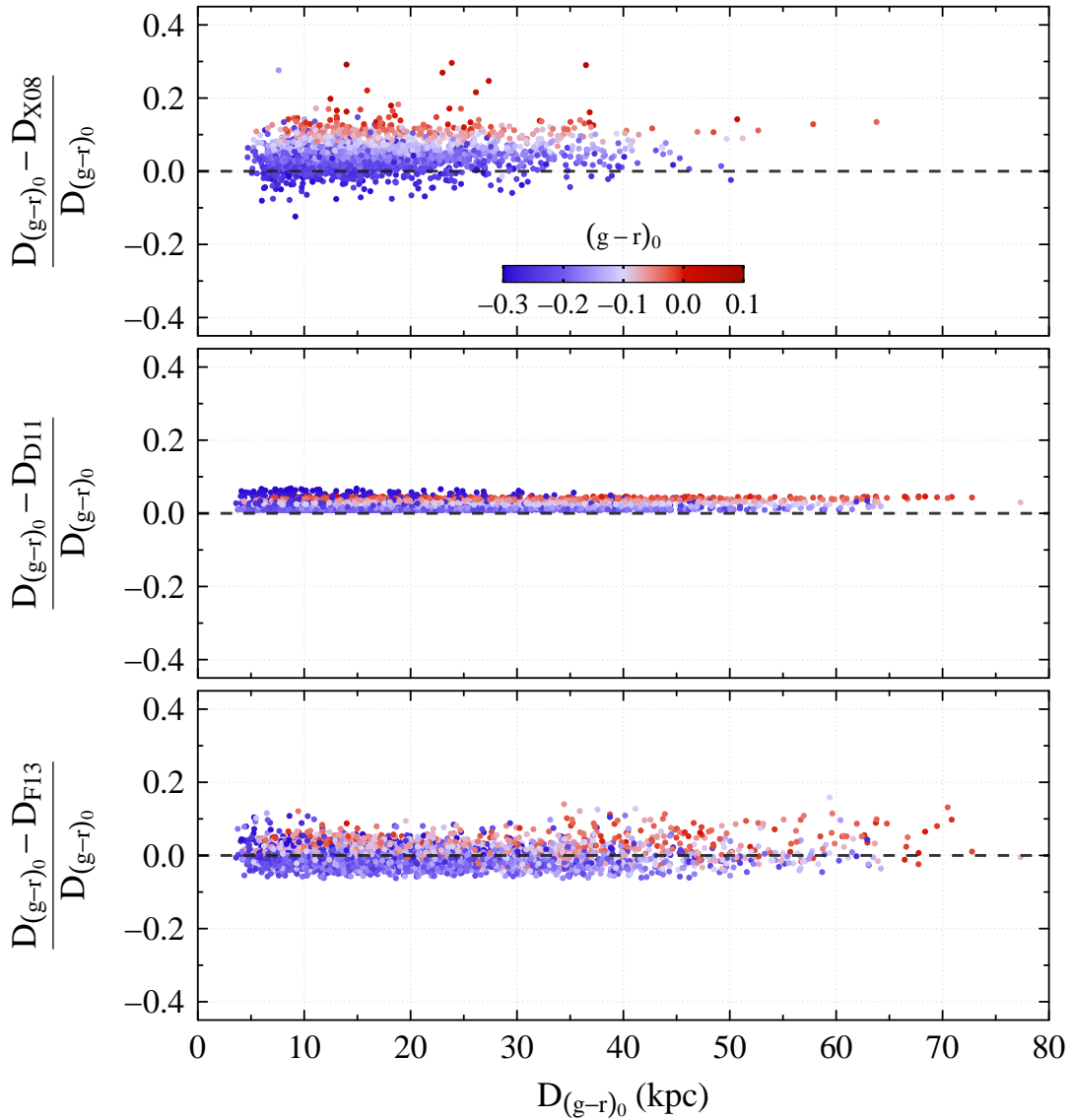


Figura 4.6: Diferenças relativas entre as distâncias extraídas de trabalhos anteriores (painel superior: Xue et al. 2008 – D_{X08} , painel intermediário: Deason et al. 2011 – D_{D11} ; e painel inferior: Fermani & Schörmich 2013 – D_{F13}) e as estimativas obtidas neste trabalho a partir da M_g dada pela Equação 4.4 ($D_{(g-r)_0}$). Nota-se que não há estrelas mais vermelhas que $(g-r)_0 = 0$ para que se faça comparações com as estimativas dadas pelas distâncias D11 e F13.

as BHBs (painéis superiores das Figuras 4.6 e 4.7). A mediana da diferença relativa entre $D_{(g-r)_0}$ e D_{X08} para estrelas com $(g-r)_0 > -0.05$ (131 BHBs) é de ~ 0.12 . Já as estrelas no intervalo $-0.20 < (g-r)_0 < -0.05$ (1046), estão $\sim 6\%$ mais distantes, enquanto as estrelas mais azuis, com $(g-r)_0 < -0.2$ (660), possuem uma diferença menor que 1%. Com $D_{(u-r)_0}$ as diferenças encontradas são menores (10%, 5% e 0.7%).

Comparando com D_{D11} (painéis intermediários das Figuras 4.6 e 4.7), $D_{(g-r)_0}$ é apenas 4% maior para estrelas com $(g-r)_0 > -0.05$ (383) e pouco mais de 2% com estrelas mais

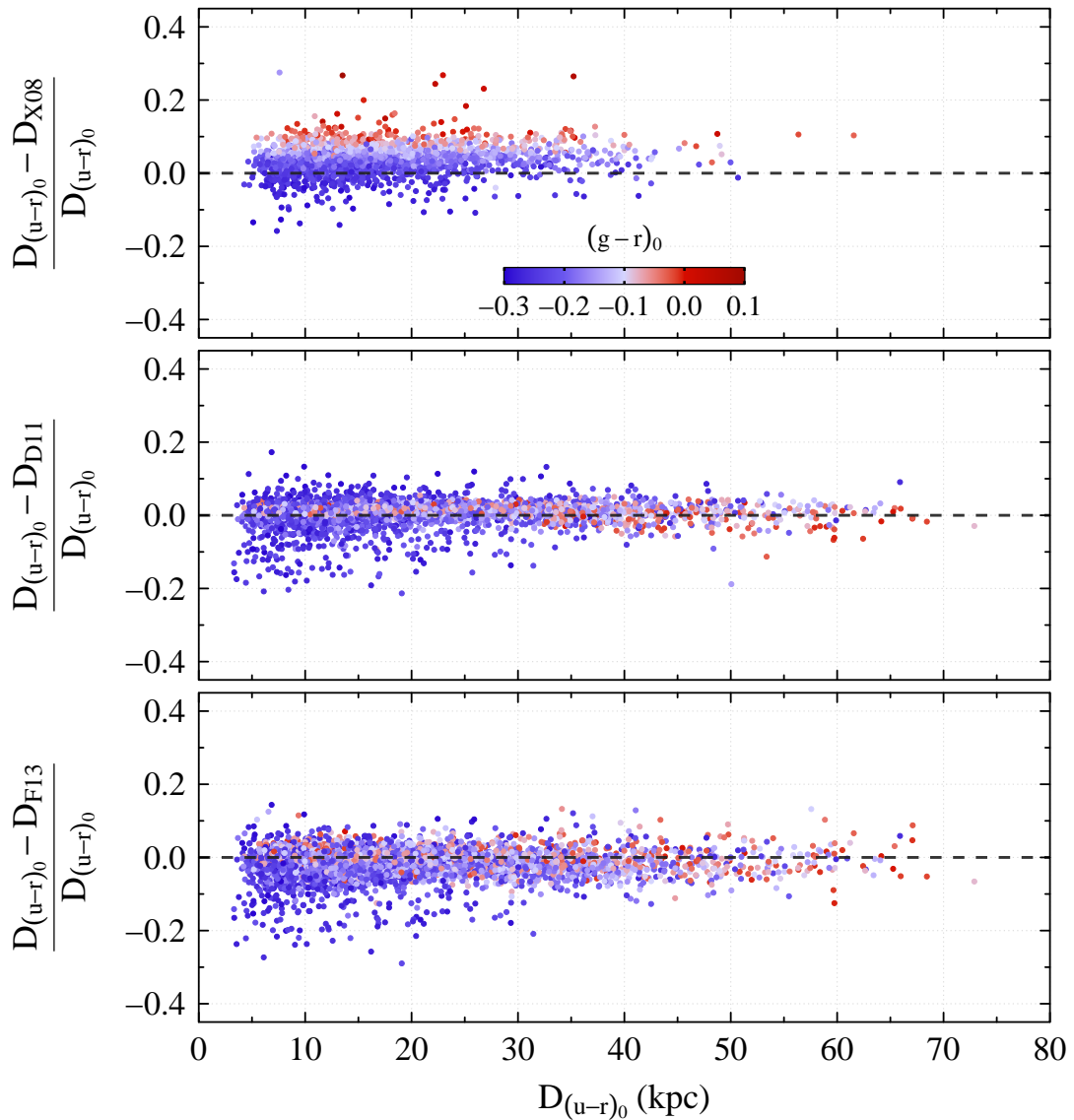


Figura 4.7: Diferenças relativas entre as distâncias extraídas de trabalhos anteriores (painel superior: Xue et al. 2008 – D_{X08} , painel intermediário: Deason et al. 2011 – D_{D11} ; e painel inferior: Fermani & Schörmich 2013 – D_{F13}) e as estimativas obtidas neste trabalho a partir da M_g dada pela Equação 4.5 ($D_{(u-r)_0}$). Nota-se que não há estrelas mais vermelhas que $(g-r)_0 = 0$ para que se faça comparações com as estimativas dadas pelas distâncias D11 e F13.

azuis, atingindo $\sim 5.5\%$ para $(g-r)_0 < -0.28$ (106), onde as relações diferem mais. Há uma boa concordância quando comparamos com $D_{(u-r)_0}$, embora com uma maior dispersão. O desvio absoluto da mediana para estrelas com $(g-r)_0 < -0.2$ é de 0.03. Já as estrelas mais vermelhas ($(g-r)_0 > -0.05$) estão mais concentradas, com um desvio absoluto $\sigma \sim 0.012$.

Com D_{F13} (painéis inferiores das Figuras 4.6 e 4.7), nota-se um comportamento similar ao observado com D_{D11} . Quando se utiliza $D_{(g-r)_0}$, as estrelas mais vermelhas ficam majoritariamente mais próximas ($\sim 3\%$, 383), enquanto as mais azuis ($(g-r)_0 < -0.05$)

ficam mais distantes ($\sim -1\%$). Com $D_{(u-r)_0}$, as distâncias para as estrelas vermelhas são mais condizentes, porém a dispersão das estrelas azuis aumenta, com um desvio absoluto de ~ 0.04 .

Entre as três comparações, estrelas com $(g-r)_0 = [-0.25, -0.1]$ concordam melhor com as estimativas $D_{(g-r)_0}$. As estrelas mais azuis apresentam distâncias compatíveis dentro das incertezas obtidas por Xue et al. (2008) ($\sim 5\%$). Apenas 51 estrelas não concordam bem com a acurácia prevista ($\sim 9\%$) das estimativas de Fermani & Schönrich (2013).

4.3.2 Estimativas com dados Gaia

Para comparação com as distâncias heliocêntricas astrométricas, foi cruzada a amostra de BHBs de campo com o catálogo Gaia EDR3 (Gaia Collaboration et al. 2021). Bailer-Jones et al. (2021) realizaram um tratamento bayesiano para inferir as distâncias a partir das paralaxes desse catálogo e fornecem estimativas puramente geométricas (D_{geo}) e foto-geométricas (D_{phot}), as quais consideram a magnitude e a cor, além da paralaxe. Segundo esses autores, estrelas gigantes apresentariam distâncias subestimadas devido à alta incerteza relativa da paralaxe. Por essa razão, apenas estrelas com uma incerteza relativa $0 < \sigma_{\varpi}/\varpi < 0.2$ foram selecionadas, limitando a comparação às estrelas mais próximas, porém garantindo uma maior confiança nas distâncias. A paralaxe foi corrigida utilizando o código de Pau Ramos³, que calcula o *offset* das paralaxes considerando magnitude, cor e posição das estrelas (Lindgren et al. 2021). Além disso, o *re-normalized unit weight error* foi adotado no intervalo recomendado ($\text{RUWE} < 1.4$; Lindgren 2018) e apenas BHBs com $p_{\text{BHB}} > 99\%$ são analisadas. Essas restrições resultam em uma amostra de 344 estrelas das 5699 BHBs.

Na Figura 4.8, apresenta-se a comparação entre as distâncias estimadas pela Equação 4.5 ($D_{(u-r)_0}$) e as distâncias D_{geo} (à esquerda) e D_{phot} (à direita). Apesar da restrição na incerteza relativa, nota-se que uma porção significativa da amostra apresenta distâncias subestimadas. Embora D_{phot} possa fornecer melhores informações para as estrelas mais distantes, as duas estimativas apresentam um comportamento semelhante nesse intervalo de incertezas, uma vez que a paralaxe prevalece (Bailer-Jones et al. 2021). A região cinza indica o intervalo para mais ou menos 20% da distância representada no eixo x de cada gráfico. Com D_{phot} , 65% das estrelas encontram-se fora dessa área, enquanto para D_{geo} esse

³ https://gitlab.com/icc-ub/public/gaiadr3_zeropoint/-/tree/master/

valor é de 54%. Considerando as incertezas individuais, 62% das estrelas possuem $D_{(u-r)_0}$ incompatíveis com D_{geo} dentro de 3σ e 73% com D_{phot} , uma parcela maior já que os limites superiores fornecidos são menores ($\sim 0.15D_{\text{geo}}$ e $\sim 0.11D_{\text{phot}}$). Valores semelhantes são obtidos comparando com $D_{(g-r)_0}$: 58% e 70%, respectivamente. Nenhuma tendência com as cores foi observada na distribuição das estrelas.

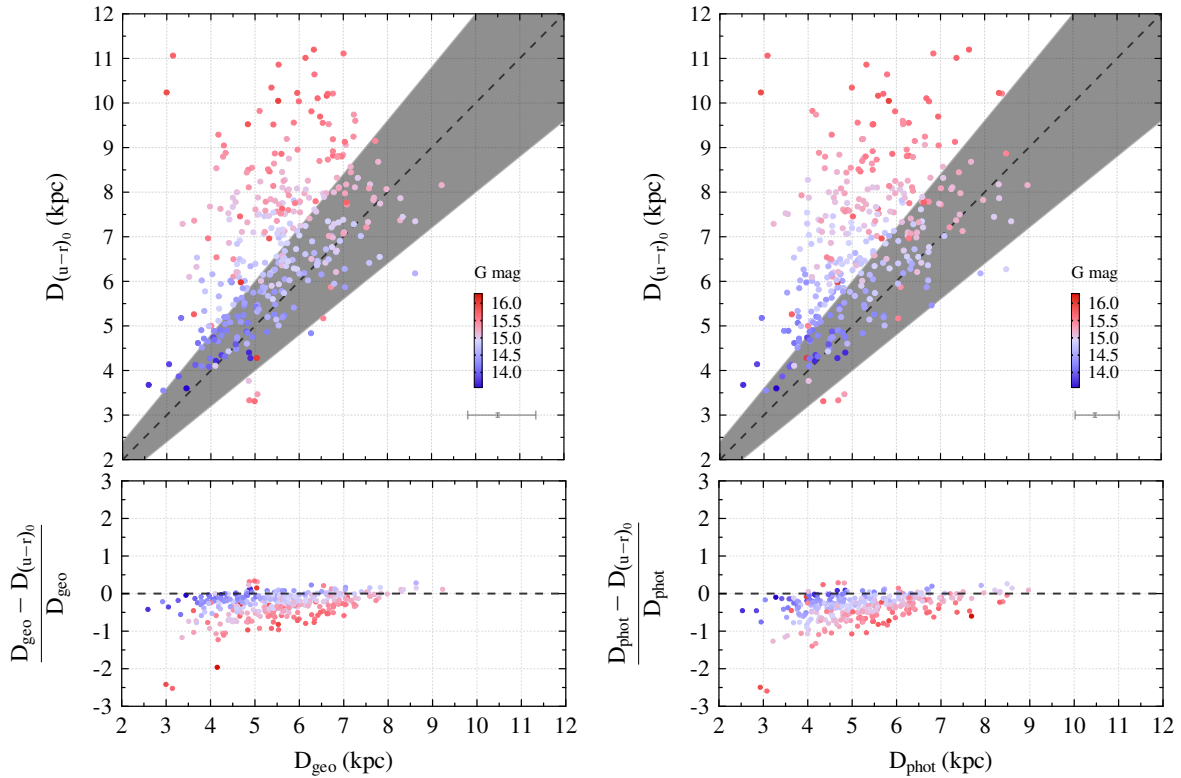


Figura 4.8: Comparação entre as distâncias estimadas pela Equação 4.5 ($D_{(u-r)_0}$) e as distâncias geométricas (D_{geo} ; à esquerda) e fotogeométricas (D_{phot} ; à direita) de Bailer-Jones et al. (2021). A região cinza representa o intervalo de $\pm 20\%$ da distância representada no eixo x. Figura extraída de Barbosa et al. (2022).

Essa discordância poderia indicar que o argumento de Fermani & Schönrich (2013) sobre uma relação a partir de aglomerados não ser adequada para as estrelas de campo estaria correto. Contudo, comparando-se as distâncias inferidas a partir da paralaxe com as estimativas desses autores, há um espalhamento semelhante ao observado com $D_{(u-r)_0}$ e tampouco é observada uma diferença significativa entre as estrelas ricas e pobres em metais (Figura 4.9).

Barbosa et al. (2022) comentam que essa discordância não deve ser resultado de medidas inaccuradas de $\log g$, mesmo que o SSPP tenha sido desenvolvido principalmente para estrelas frias ($T_{\text{eff}} < 7500 \text{ K}$; Lee et al. 2008a). Santucci et al. (2015a) mostraram que os

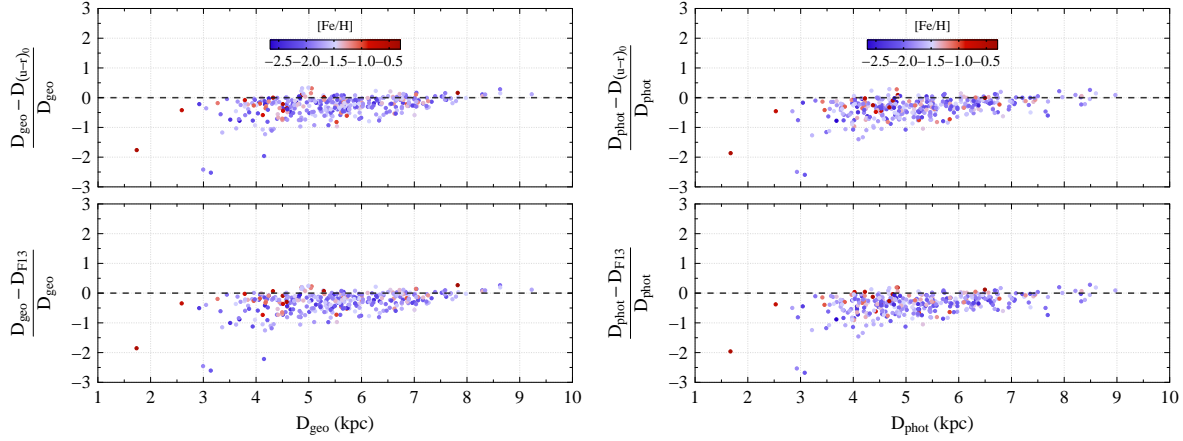


Figura 4.9: Diferenças relativas entre as distâncias de [Bailer-Jones et al. \(2021\)](#), D_{geo} (à esquerda) e D_{phot} (à direita), e a estimativa obtida neste trabalho a partir da M_g dada pela Equação 4.5 ($D_{(u-r)_0}$).

dados fornecidos são confiáveis também para as estrelas tipo espectral A, sendo possível utilizá-los para fazer a distinção entre BHBs e BSSs. Logo, é pouco provável que seja consequência de uma classificação inadequada. Todas as estrelas são mais brilhantes que $g = 16$ e apresentam razão sinal-ruído superior a 20/1, sendo que apenas 3 delas possuem valores inferiores a 30/1. Das 344, 92% das estrelas apresentam um $\log g_{\text{ADOP}} < 3.6$ e receberiam a mesma classificação pelos critérios de outros trabalhos ([Santucci et al. 2015a](#); [Deason et al. 2012](#)). Outra possibilidade seria que os valores de extinção utilizados estejam incorretos. Entretanto, isso também não parece explicar a disparidade. Grande parte das estrelas está em regiões de baixa extinção ($|b| > 5^\circ$, sendo 338 com $|b| > 10^\circ$) e nenhuma relação entre a extinção e as distâncias mais discrepantes foi notada.

Os aglomerados utilizados na construção das relações de cor–magnitude absoluta são encontrados até ~ 20 kpc. As estimativas fotométricas são preferíveis aos resultados do método bayesiano, mesmo para estrelas do halo interno, pois esses são fortemente dependentes da paralaxe medida e do *prior* (que não alcança distâncias muito maiores que ~ 2.5 kpc; [Bailer-Jones et al. 2021](#)). Analisando estrelas tipo B, [Shull & Danforth \(2019\)](#) constataram que a partir de 1.5 kpc as distâncias geométricas passam a ser subestimadas, mostrando um limite inferior ainda menor.

Gradientes no halo

Uma vez demonstrado que a variação na metalicidade não é a razão pela qual os HBs tendem a ser mais vermelhos em aglomerados mais distantes do centro Galáctico, a idade foi apontada como sendo o fator responsável (Searle & Zinn 1978; Zinn 1980; Sarajedini & King 1989; Bolte 1989; Lee et al. 1994). Preston et al. (1991) identificaram um gradiente de cor sutil com BHBs próximas ($\sim 2 - 12$ kpc) e sugeriram que isso seria devido a uma diferença de idade de poucos bilhões de anos. Utilizando aproximadamente 4700 BHBs encontradas até ~ 40 kpc, Santucci et al. (2015b) apresentaram um mapa da distribuição da cor $(g-r)_0$ em função da distância, mostrando que a variação observada está diretamente ligada a uma variação da ordem de 2 Ganos das idades das estrelas. Com uma amostra maior de BHBs selecionadas apenas por fotometria, Carollo et al. (2016) puderam expandir o mapa anterior. Esses trabalhos dão suporte à hipótese atual de formação da Galáxia, segundo a qual ela se formou a partir da acreção de sistemas menores e, portanto, as estruturas mais velhas devem ser encontradas nas regiões mais internas do halo (Searle & Zinn 1978; White & Frenk 1991).

Neste capítulo, são apresentadas as variações de cor (Seção 5.1) e idade (Seção 5.2) na Via Láctea medidas com as BHBs com $p_{BHB} > 90\%$ (4930 estrelas). A Seção 5.3 evidencia algumas estruturas que podem ser encontradas nessa amostra.

5.1 Gradiente de cor

Utilizando as estimativas de distância heliocêntricas obtidas, pode-se calcular as posições cartesianas X , Y e Z , as respectivas velocidades V_x , V_y e V_z , e outros parâmetros orbitais das BHBs. As posições são definidas como:

$$X = R_{\odot} - D \cdot \cos b \cdot \cos l, \quad (5.1)$$

$$Y = D \cdot \cos b \cdot \sin l \quad (5.2)$$

e

$$Z = D \cdot \sin b, \quad (5.3)$$

onde $R_{\odot} = -8.2$ kpc (Bland-Hawthorn & Gerhard 2016; Utkin & Dambis 2020) é a distância adotada do Sol ao centro da Via Láctea (origem do sistema), l e b são, respectivamente, a longitude e a latitude galáctica das estrelas. Neste trabalho, adotou-se o sistema de referência no qual X é positivo no sentido contrário ao Sol, Y é positivo na direção de rotação do disco e Z aponta para o polo norte galáctico. Em seguida, a distância ao centro galáctico (R) é calculada de maneira imediata:

$$R^2 = X^2 + Y^2 + Z^2. \quad (5.4)$$

A partir da Equação 5.4, pode-se avaliar a variação de cor com a distância. A Figura 5.1 mostra as medianas em intervalos de 5 kpc e os ajustes robustos para cada estimativa. Considerou-se apenas estrelas com $p_{BHB} > 90\%$ e intervalos com mais de 3 estrelas, o que exclui dados além de 80 kpc. No painel à esquerda da Figura 5.1 compara-se os resultados entre as relações de Barbosa et al. (2022) e Deason et al. (2011), limitando os dados à $(g-r)_0 < 0$. Uma variação clara é observada para além de 50 kpc, com as estrelas mais distantes tornando-se mais vermelhas. Os gradientes medidos são compatíveis em um intervalo de 3σ independente da relação de magnitude absoluta utilizada para construir as retas, sendo:

$$R_{D11} \cdot (2.8 \pm 0.2) \cdot 10^{-3} - (0.226 \pm 0.009), \quad (5.5)$$

$$R_{(g-r)_0} \cdot (2.7 \pm 0.2) \cdot 10^{-3} - (0.223 \pm 0.008) \text{ e} \quad (5.6)$$

$$R_{(u-r)_0} \cdot (2.2 \pm 0.1) \cdot 10^{-3} - (0.208 \pm 0.005). \quad (5.7)$$

Os resultados obtidos com a relação de Deason et al. (2011) e de Barbosa et al. (2022) que utiliza a cor $(g-r)_0$ são muito similares e também concordam com a relação que utiliza a cor $(u-r)_0$. Assim, conclui-se que as novas relações são, no mínimo, tão adequadas quanto a anterior, sendo mais simples e obtidas sem suposições a cerca da função inicial.

No painel à direita da Figura 5.1, os ajustes são apresentados para a amostra sem restrição de cor. Os resultados obtidos são muito similares:

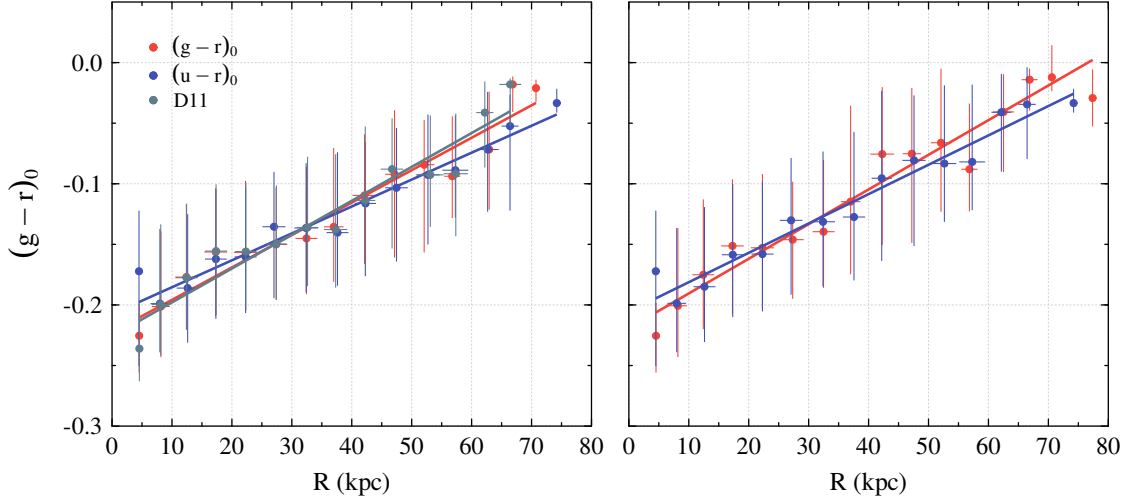


Figura 5.1: Variação da cor $(g-r)_0$ com a distância ao centro Galáctico. Os pontos representam as medianas das BHBs com $p_{BHB} > 90\%$ em intervalos de 5 kpc para as distâncias obtidas pela Equação 5.4 e as estimativas $D_{(g-r)_0}$, $D_{(u-r)_0}$ e D_{D11} . À esquerda, são representadas estrelas com $(g-r)_0 < 0$. À direita nenhuma restrição de cor foi aplicada. Apenas intervalos com mais de 3 estrelas foram considerados. O 1º e o 3º quartil para cada intervalo de distância são representados pelas linhas verticais.

$$R_{(g-r)_0} \cdot (2.9 \pm 0.2) \cdot 10^{-3} - (0.219 \pm 0.010) \text{ e} \quad (5.8)$$

$$R_{(u-r)_0} \cdot (2.4 \pm 0.2) \cdot 10^{-3} - (0.206 \pm 0.007). \quad (5.9)$$

Uma avaliação dos gradientes de cor com a metalicidade é apresentada na Figura 5.2. A amostra foi dividida pela mediana da distribuição de $[\text{Fe}/\text{H}]$ entre BHBs mais ricas ($[\text{Fe}/\text{H}] > -1.75$, à esquerda) e mais pobres em metais ($[\text{Fe}/\text{H}] < -1.75$, à direita). Não há uma diferença significativa entre os gradientes, resultado condizente com trabalhos anteriores (Preston et al. 1991; Santucci et al. 2015b). Nota-se um deslocamento para o azul (de ~ -0.18 para ~ -0.24) e um pequeno aumento de $(2.6 \pm 0.2) \cdot 10^{-3}$ e $(2.1 \pm 0.2) \cdot 10^{-3} \text{ mag kpc}^{-1}$ para $(2.8 \pm 0.2) \cdot 10^{-3}$ e $(2.4 \pm 0.2) \cdot 10^{-3} \text{ mag kpc}^{-1}$ com $R_{(g-r)_0}$ e $R_{(u-r)_0}$, respectivamente, entre a parte mais rica e mais pobre, sendo compatíveis dentro das incertezas. Aqui, considerando estrelas até 60 kpc, não é observado um gradiente mais fraco para as estrelas mais ricas tão acentuado como o relatado por Santucci et al. (2015b) com BHBs até 40 kpc.

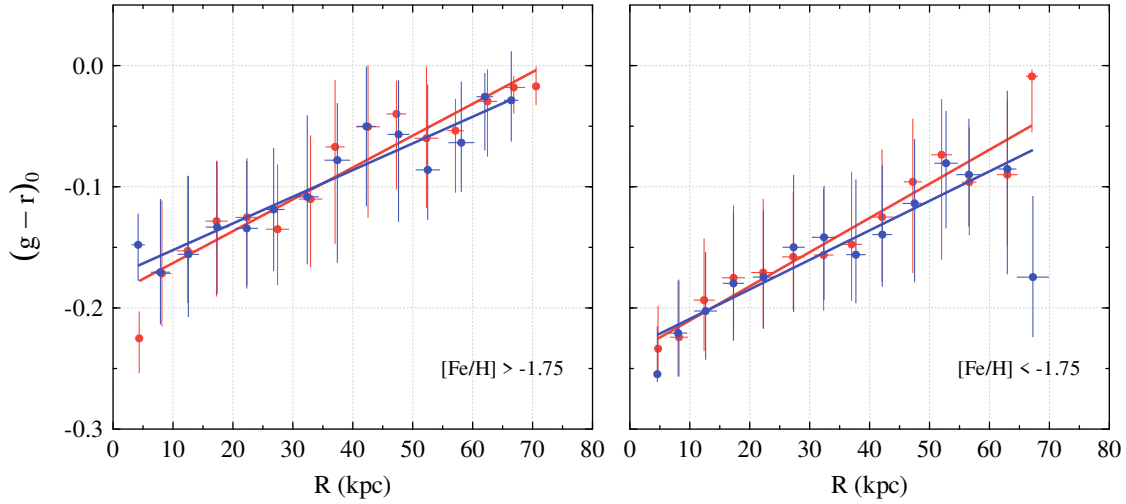


Figura 5.2: Variação da cor $(g - r)_0$ com a distância ao centro Galáctico. Os pontos representam as medianas das BHBs com $p_{BHB} > 90\%$ em intervalos de 5 kpc para as distâncias obtidas pela Equação 5.4 e as estimativas $D_{(g-r)_0}$ e $D_{(u-r)_0}$. Estrelas com $[\text{Fe}/\text{H}] > -1.75$ são apresentadas no painel à esquerda e $[\text{Fe}/\text{H}] < -1.75$ no painel à direita. Apenas intervalos com mais de 3 estrelas foram considerados. O 1º e o 3º quartil para cada intervalo de distância são representados pelas linhas verticais. As cores indicam as estimativas de distância, conforme a legenda da Figura 5.1.

5.2 Gradiente de idade

A relação entre a cor e a idade de uma BHB parte da hipótese de que a idade atua como segundo parâmetro (ver Seção 1.1). Para uma determinada metalicidade, a cor de uma BHB será determinada principalmente pela massa. Assim, estrelas mais azuis tendem a ser mais velhas, uma vez que possuem menores massas iniciais (Carollo et al. 2016).

Neste trabalho, a idade foi estimada por meio da interpolação da grade de modelos construída utilizando $(g - r)_0$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$. Utilizou-se o método apresentado em Santucci et al. (2015b), que tem como base os modelos da ZAHB obtidos com a revisão 5329 do código de evolução estelar MESA (Paxton et al. 2011). Assumiu-se que todas as estrelas apresentam abundância de hélio $Y = 0.25$ e uma abundância de elementos α $[\alpha/\text{Fe}] = 0.4$. A constante de Reimers (Reimers 1977), que descreve a perda de massa na fase RGB, foi adotada como sendo $\eta = 0.4$. Foram utilizadas trajetórias evolutivas com diferentes massas e metalicidades variando entre -1.2 dex e -2.6 dex.

A distribuição das idades de acordo com a distância é apresentada na Figura 5.3. Os pontos representam as medianas das idades em intervalos de 5 kpc. Nota-se uma queda acentuada das idades até ~ 20 kpc, a partir de onde o gradiente se torna mais suave. Dessa forma, foram utilizados ajustes segmentados para identificar as direções em cada região.

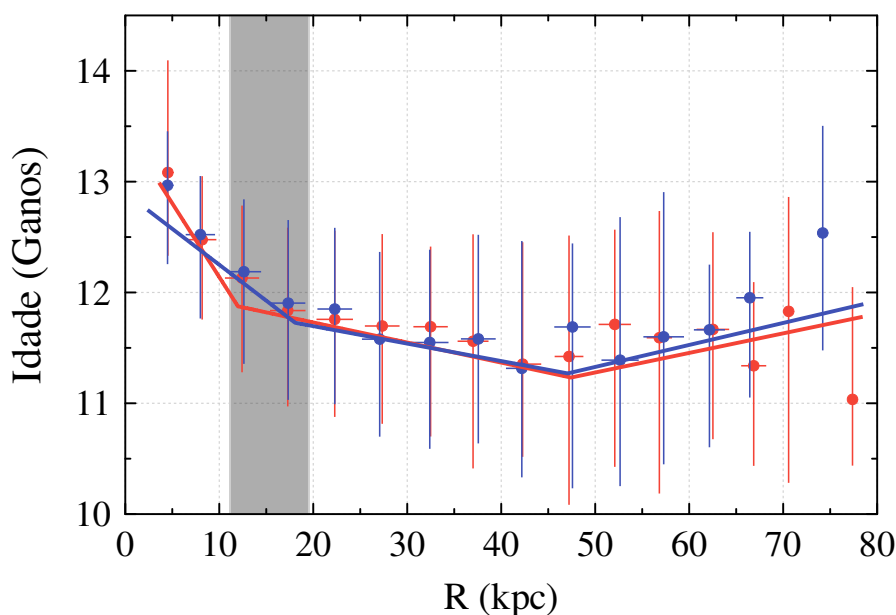


Figura 5.3: Gradiente de idade de acordo com a distância ao centro Galáctico. Os pontos representam as medianas das BHBs com $p_{BHB} > 90\%$ em intervalos de 5 kpc para as distâncias obtidas pela Equação 5.4 e as estimativas $D_{(g-r)_0}$, $D_{(u-r)_0}$ e D_{D11} . O 1º e o 3º quartil para cada intervalo de distância são representados pelas linhas verticais. As cores indicam as estimativas de distância, conforme a legenda da Figura 5.1. Os ajustes foram obtidos com todos os dados. A região cinza indica o intervalo de distâncias onde a quebra foi detectada na literatura (Han et al. 2022 e referências mencionadas).

Encontrou-se um gradiente interno de -133 ± 21 Manos kpc^{-1} e externo de -18.1 ± 2.6 Manos kpc^{-1} para $R_{(g-r)_0}$, com uma inflexão situada em 11.98 ± 0.71 kpc. Para $R_{(u-r)_0}$, os gradientes são mais suaves, -64.8 ± 8.4 Manos kpc^{-1} e -15.8 ± 3.5 Manos kpc^{-1} , e a quebra se localiza um pouco mais distante, em 18.1 ± 1.5 kpc. A quebra obtida com a distância $R_{(g-r)_0}$ é compatível dentro de 1σ com o valor encontrado por Han et al. (2022). Já aquela determinada com $R_{(u-r)_0}$ é consistente com os resultados reportados por Deason et al. (2013, 2018), que analisam o perfil de densidade do halo, e Whitten et al. (2019), o primeiro a identificar esse comportamento com as idades das estrelas. Do mesmo modo, os gradientes internos e externos são compatíveis com os valores de Whitten et al. (2019). Com as idades, não é possível detectar uma segunda inflexão em torno de 30 kpc, como observado por Han et al. (2022).

Ambas as estimativas de distância limitam o gradiente externo em torno de 47 kpc, a partir de onde é indicado um aumento da idade. Contudo, não é possível fazer uma análise robusta nessa região devido à baixa estatística, especialmente além de 65 kpc. Embora ainda exista uma tendência com a cor (Figura 5.1), não é observada uma variação de idade

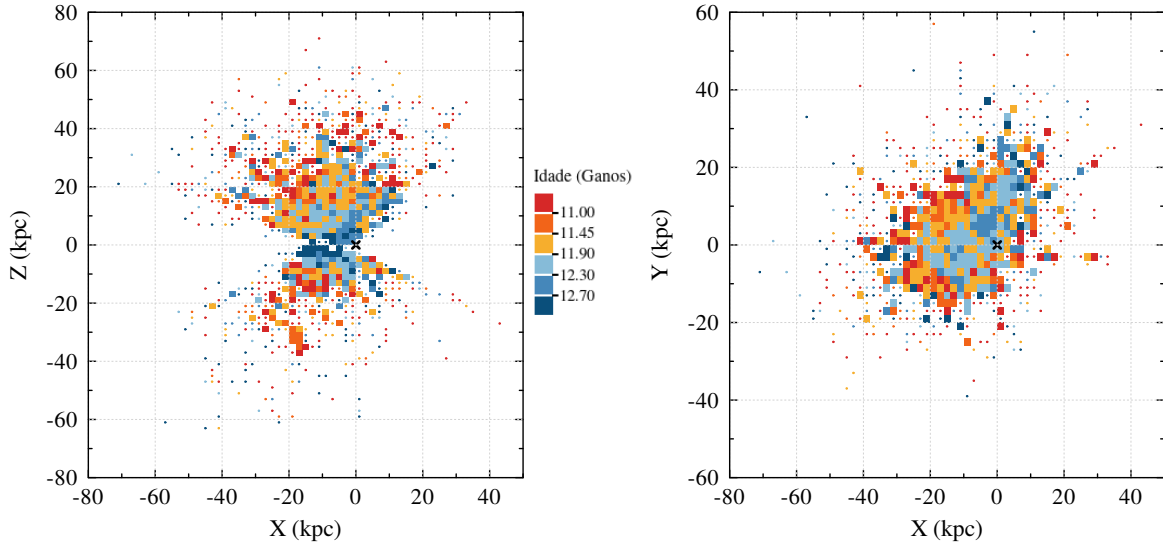


Figura 5.4: Mapas de idade do halo da Via Láctea em coordenadas cartesianas. O painel esquerdo mostra a projeção perpendicular ao plano Galáctico, enquanto o painel direito apresenta a projeção no plano Galáctico. Os quadrados representam regiões de 2 kpc^2 onde são encontradas no mínimo 3 estrelas com $p_{BHB} > 90\%$. Regiões com um número menor de BHBs são ilustradas por pontos. As cores indicam as medianas das idades em cada região. Os intervalos foram definidos a partir da mediana, 1º e 3º quartis da amostra. A cruz indica a origem do sistema de coordenadas.

nítida para as regiões mais distantes.

Na Figura 5.4, são apresentados os mapas cronográficos que ilustram os gradientes no sistema cartesiano. Os intervalos de coloração foram definidos a partir da mediana, 1º e 3º quartis da distribuição de idades. Fica claro que a região central é dominada por estrelas mais velhas e, conforme R aumenta, o halo passa a ser povoado por uma população mais jovem.

O gradiente de idade observado seria uma consequência natural do processo hierárquico de formação da Via Láctea (Searle & Zinn 1978). Como os sistemas acretados perdem momento angular e caem em direção ao centro da Galáxia em uma escala de tempo proporcional à sua massa (Binney & Tremaine 2008; Woody & Schlaufman 2021), galáxias anãs massivas são atraídas para as regiões internas mais rapidamente do que as galáxias de baixa massa. Assim, para um mesmo tempo de queda, galáxias menos massivas são observadas em maiores raios galactocêntricos (Amorisco 2017; Horta et al. 2022). Ao mesmo tempo, há uma relação entre a massa da galáxia e a idade das estrelas. Uma vez que galáxias anãs massivas tiveram seu próprio processo hierárquico, elas possuem populações estelares mais velhas (Whitten et al. 2019). A ausência de gradiente em distâncias maiores poderia indicar contribuição de acreções recentes de diferentes massas, mas principalmente

de sistemas menos massivos (Vickers et al. 2021).

Analisando simulações de halos com massa da Via Láctea, Carollo et al. (2018) comentam que o gradiente negativo seria gerado por acreções de sistemas menos massivos no início da formação da Galáxia, contribuindo para as regiões mais internas, enquanto satélites de maiores massas, que possuem estrelas mais jovens, seriam acretados depois, contribuindo para regiões tanto próximas quanto distantes. Pouco tempo depois, vieram os trabalhos revolucionários de Belokurov et al. (2018) e Helmi et al. (2018), mostrando um possível evento de acreção massivo na Galáxia, conduzindo a um cenário levemente diferente daquele assumido por Carollo et al. (2018). Conhecendo essa estrutura, Deason et al. (2018) constataram que a quebra no perfil de densidade corresponde ao apocentro das órbitas das estrelas que a integram. Acredita-se que tal evento, o Gaia-Sausage/Enceladus (GSE), deve ser responsável por $\sim 50\%$ das estrelas em distâncias $R < 25$ kpc (Lancaster et al. 2019) e sugere-se ser essa a razão de haver uma alteração do gradiente de idade entre distâncias menores e maiores que 20 kpc.

5.3 Estruturas identificadas

Um dos principais vestígios dos eventos de acreção ocorridos em uma galáxia são as correntes estelares, geradas pela ruptura do sistema acretado devido a forças de maré. É possível identificar estrelas que sofreram tal processo, uma vez que elas mantêm órbitas semelhantes entre si (Helmi 2020). Assim, extraindo quantidades que as descrevem, como energia orbital (E) e ações (J_R , J_ϕ e J_z), as estrelas podem ser agrupadas em espaços de parâmetros conservados, admitindo-se que possuem uma origem em comum (Helmi et al. 1999; McMillan & Binney 2008; Gómez & Helmi 2010; Gómez et al. 2013; Sanderson et al. 2015; Wu et al. 2022). A ação radial, J_R , quantifica o movimento para o interior e exterior da Galáxia, J_ϕ indica o movimento em torno do centro Galáctico (equivale à componente z do momento angular, L_z) e J_z quantifica o movimento com relação ao plano Galáctico. Sob a ação de um potencial axissimétrico, E e L_z são conservados, mesmo em um regime de variações lentas (Binney & Tremaine 2008). Dessa forma, é possível identificar grupos com características orbitais em comum no espaço $E - L_z$, os quais correspondem aos destroços das galáxias anãs acretadas durante a formação da Via Láctea (Helmi et al. 1999).

Uma das mais extensas correntes observada, que circunda o céu, é a corrente de Sa-

gitário (Mateo et al. 1996; Totten & Irwin 1998; Newberg et al. 2002; Majewski et al. 2003), resultado da interação entre a Via Láctea e a galáxia anã de Sagitário (Ibata et al. 1994, 1995). Sua órbita é dividida em dois braços principais. O *trailing arm* constitui um arco através do hemisfério sul Galáctico a uma distância heliocêntrica aproximadamente constante de 20 kpc (Slater et al. 2013), enquanto o *leading arm* atinge distâncias maiores que 50 kpc, passando pelo hemisfério norte antes de mergulhar novamente no disco Galáctico (Newberg & Carlin 2016).

Os trabalhos de Johnson et al. (2020) e Peñarrubia & Petersen (2021) mostram como as estrelas desse sistema podem ser selecionadas a partir das componentes y e z do momento angular (L_y e L_z). Baseando-se neles, Limberg et al. (2022) definiram um conjunto de critérios para os membros dessa estrutura:

- $D > 6$ kpc;
- $J_z > J_R$;
- $-10 < L_y / (10^3 \text{ kpc km s}^{-1}) < -3$;
- $-4 < L_z / (10^3 \text{ kpc km s}^{-1}) < 1$.

Além das correntes estelares, que são estruturas estreitas e alongadas, sobredensidades estelares (conhecidas também como nuvens estelares) são outro exemplo de relíquias dos processos sofridos durante a formação da Galáxia. Nesse caso, ocorre uma disrupção mais intensa, possivelmente devido à proximidade entre a trajetória da galáxia e o centro da Via Láctea, resultando em uma subestrutura que não apresenta uma forma definida no céu (Newberg & Carlin 2016). A Sobredensidade de Virgo (*Virgo Overdensity*, VOD; Newberg et al. 2002; Jurić et al. 2008) e a Nuvem Hércules-Áquila (*Hercules-Aquila Cloud*, HAC; Belokurov et al. 2007) são exemplos desse tipo de estrutura. Selecionou-se os membros desses sistemas por meio dos critérios descritos por Perottoni et al. (2022), com HAC sendo dividida entre norte e sul em relação ao plano da Galáxia. Ambos são identificados por suas coordenadas galácticas limitando a distância em $10 < D < 20$ kpc, e, dessa forma, HAC é encontrada em:

- $30^\circ < l < 60^\circ$;
- $20^\circ < b < 45^\circ$, para HAC norte;
- $-45^\circ < b < -20^\circ$, para HAC sul,

enquanto VOD se encontra em uma faixa mais extensa:

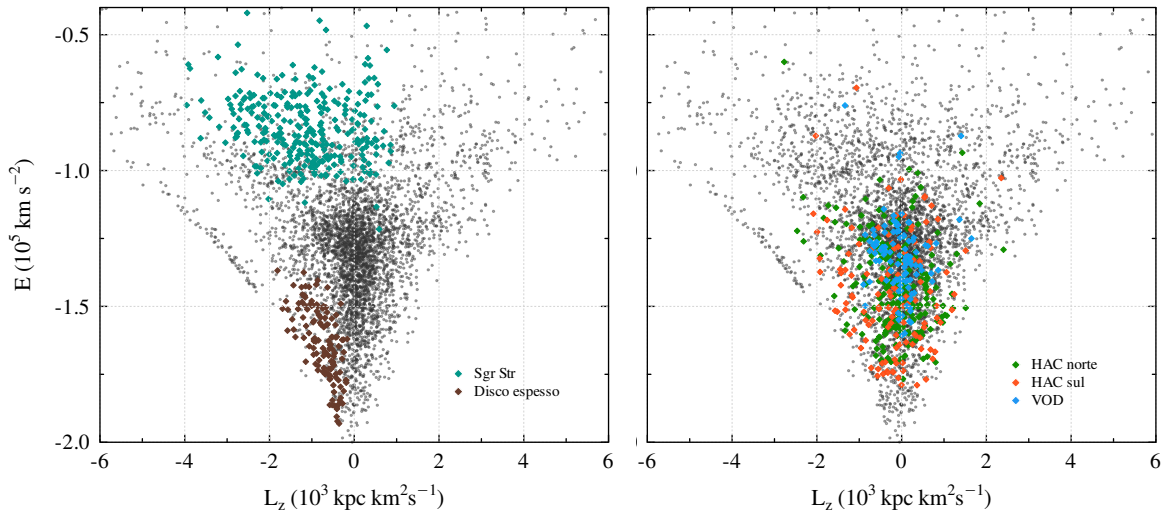


Figura 5.5: Componente z do momento angular e energia das BHBs. Os membros da corrente de Sagitário (Sgr Str) e do disco espesso são destacados à esquerda e, à direita, são mostrados os membros das sobredensidades: *Hercules-Aquila Cloud* norte (HAC norte) e sul (HAC sul), e *Virgo Overdensity* (VOD).

- $270^\circ < l < 330^\circ$;
- $50^\circ < b < 75^\circ$.

Usou-se $D_{(u-r)_0}$ e os movimentos próprios do Gaia EDR3 para se obter as propriedades dinâmicas E , J_R , J_ϕ e J_z , calculadas com a biblioteca AGAMA (Vasiliev 2019). As órbitas foram integradas por 10 Ganos adotando-se o potencial Galáctico de McMillan (2017), o qual apresenta um halo de matéria escura esférico, com massa condizente com as medidas mais recentes (Posti & Helmi 2019; Li et al. 2020; Guo et al. 2020; Rodriguez Wimberly et al. 2022), além de um bojo achatado e discos de gás e estrelas. Os valores finais selecionados são as medianas de distribuições obtidas com 100 realizações de Monte Carlo. Assumiu-se os valores de Schönrich et al. (2010) $(U, V, W)_\odot = (11.10, 12.24, 7.25) \text{ km s}^{-1}$ para as componentes de velocidade do Sol com respeito ao sistema local de repouso de velocidade $\mathbf{V}_{SLR} = (0.0, 232.8, 0.0) \text{ km s}^{-1}$. O painel esquerdo da Figura 5.5 mostra a localização das 290 estrelas da corrente de Sagitário selecionadas pelos critérios de Limberg et al. (2022) no espaço $E - L_z$. O *leading arm* é a parte mais bem representada, com 205 estrelas, uma vez que se localiza no hemisfério norte galáctico. À direita, são exibidos os membros da Nuvem Hércules-Áquila (norte e sul) e da Sobredensidade de Virgo. São encontrados, respectivamente, 220, 122 e 104 membros em cada subestrutura.

As Figuras 5.6 e 5.7 apresentam as distribuições de metalicidade e idade dos membros. Na corrente de Sagitário, o *leading arm* apresenta uma idade em torno de 11.2 Ganos,

compreendendo as estrelas mais jovens da seleção; por sua vez, o *trailing arm* é mais velho, com ~ 11.7 Ganos. Com as demais estruturas identificadas tem-se: 11.8 Ganos para VOD, 12.1 Ganos para HAC sul e 12.4 Ganos para HAC norte. Contudo, ressalta-se que essas estimativas são relativas. Não são observadas diferenças expressivas na metalicidade, com todas as medianas entre -1.7 dex e -1.8 dex, coincidindo com a mediana da amostra total.

Para obter uma estimativa da correção das idades, foi feita uma seleção do disco espesso a partir da cinemática, assim como em [Limberg et al. \(2022\)](#), definida como $100 < |(V_r, V_\phi + 232.8, V_z)| < 180 \text{ km s}^{-1}$. Para remover os objetos mais distantes, a distância apocêntrica foi limitada em 15 kpc. As 129 estrelas encontradas possuem uma mediana de 12.5 Ganos, indicando que as idades das BHBs devem ser reduzidas em, pelo menos, 1.5 Gano para serem compatíveis com as idades determinadas por asterosismologia (~ 10 – 11 Ganos; [Silva Aguirre et al. 2018](#); [Miglio et al. 2021](#)).

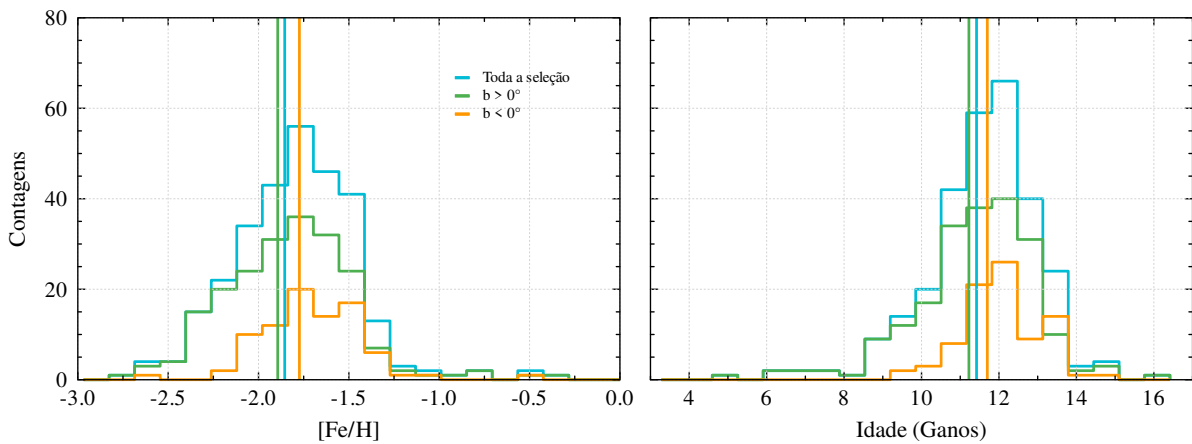


Figura 5.6: Histogramas de metalicidade e idade das estrelas da corrente de Sagitário (azul). A distribuição dos braços também é apresentada em verde (*leading arm*, $b > 0^\circ$) e em amarelo (*trailing arm*, $b < 0^\circ$). As linhas verticais indicam as medianas das distribuições.

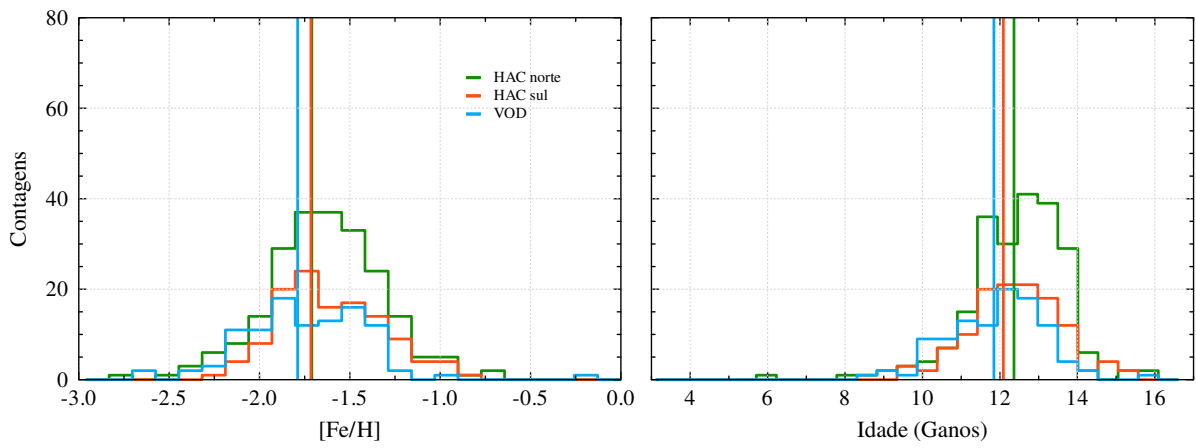


Figura 5.7: Histogramas de metalicidade e idade das estrelas das sobredensidades: *Hercules-Aquila Cloud* norte (HAC norte), em rosa, e sul (HAC sul), em laranja, e *Virgo Overdensity* (VOD), em azul. As linhas verticais indicam as medianas das distribuições.

Considerações finais

6.1 Conclusões

Com informações do catálogo SDSS/SEGUE, foi coletada uma amostra de ~ 5700 BHBs confirmadas espectroscopicamente. O algoritmo GMM foi implementado para distinguir as BHBs e BSSs, pois ambas encontram-se em intervalos de cores semelhantes. Esse método é uma alternativa aos ajustes gaussianos individuais anteriores apresentados em [Santucci et al. \(2015a\)](#), que não distinguem de forma adequada a distribuição de $\log g$ atual.

Desde a publicação da última calibração da magnitude absoluta para estrelas BHB, a astrometria Gaia foi disponibilizada, permitindo revisitar a relação cor–magnitude absoluta de [Deason et al. \(2011\)](#) com uma melhor caracterização dos aglomerados globulares. Diante disso, as magnitudes absolutas foram calculadas a partir dos novos módulos de distância de [Vasiliev & Baumgardt \(2021\)](#) e um software de regressão simbólica foi utilizado para identificar o tipo de função que melhor se adequa à distribuição de BHBs no CMD, sem suposições prévias. Mesmo com módulos de distância mais precisos, não foi evidenciada uma forte dependência com a metalicidade levando-se em conta a dispersão dos dados, como sugeriram [Fermani & Schönrich \(2013\)](#). Neste trabalho, propõe-se a utilização de um índice de cor diferente do usual $(g - r)_0$, pois a cor $(u - r)_0$ mostrou possuir maior acurácia nas distâncias.

A inconsistência entre as distâncias fotométricas e geométricas/fotogeométricas, mesmo para as estrelas mais próximas, leva a crer que as paralaxes medidas para essas estrelas podem não ser confiáveis. A variação de brilho observada em uma mesma distância implica uma diferença de até duas magnitudes, o que indicaria uma contaminação de BSSs muito maior que a estimada. Logo, outra possibilidade seria que os valores de gravidades

superficiais apresentados pelo SSPP estejam errados, uma hipótese pouco provável, pois os dados reproduzem a bimodalidade esperada entre estrelas de sequência principal e HB.

A partir das distâncias, é possível determinar a posição das estrelas no espaço tridimensional. Ademais, considerando a conexão entre cor e idade, defini-se uma idade relativa para as BHBs. Unindo esses parâmetros, pode-se visualizar o mapa de idades da Via Láctea. Esse mapa mostra como as estrelas mais antigas tendem a concentrar-se na região central do halo Galáctico. O duplo gradiente apresentado por [Whitten et al. \(2019\)](#) também foi detectado neste trabalho. Essas características podem ser consequência de uma série de acreções, uma das quais foi possivelmente uma galáxia anã massiva que ocupa uma porção significativa da região mais interna.

6.2 Perspectivas

O banco de dados de estrelas BHB apresentado neste trabalho oferece diversos caminhos potenciais para pesquisa. Esta seção lista uma seleção dessas possibilidades.

· *Relação entre gradientes de idade/metalicidade e cinemática*

Muitos trabalhos argumentam que o halo externo da Galáxia é mais pobre em metais do que o interno (por exemplo, [Carollo et al. 2007, 2010](#); [Lee et al. 2017](#); [Yoon et al. 2018](#)). Recentemente, [Dietz et al. \(2020\)](#) argumentaram que a parte prógrada do halo externo possui um gradiente negativo de metalicidade. Contudo, as estrelas retrógradas teriam valores de $[Fe/H]$ praticamente constantes. Esse tema pode ser revisitado examinando-se a cinemática e as idades das BHBs a fim de verificar se o mesmo comportamento seria observado.

· *Limite entre o halo interno e o externo*

Na literatura, encontra-se um dilema sobre onde termina o halo estelar interno e o halo externo passa a dominar. O resultado apresentado aqui indica uma descontinuidade do halo em torno de 18 kpc, similar ao encontrado por [Whitten et al. \(2019\)](#) também por meio das idades. Contudo, [Lancaster et al. \(2019\)](#) apontam uma separação por volta de 30 kpc quando analisam as velocidades das BHBs. A amostra apresentada permite visitar essa questão avaliando-se ambos aspectos simultaneamente.

· **Subestruturas identificadas nos mapas de idade**

Conforme apresentado em [Santucci et al. \(2015b\)](#) e [Carollo et al. \(2016\)](#), é possível associar subestruturas às variações de cores/idades das BHBs. Entretanto, os parâmetros orbitais não foram incluídos para determinar a localização das subestruturas nesses mapas. Na Seção 5.3, mostrou-se que a seleção da corrente de Sagitário a partir da dinâmica condiz com a região onde o halo é predominantemente mais jovem, com uma diferença de idade média entre o *trailing* e o *leading arm*. Além disso, nota-se um acúmulo de estrelas mais velhas com $(X, Z) \sim (0, 10)$ kpc, onde encontra-se a Nuvem Hércules-Áquila. A união da dinâmica com as idades estimadas permite uma caracterização mais ampla desses sistemas e especulações sobre suas origens.

· **Observações vs. simulações**

Há hoje diversas simulações de galáxias espirais massivas em contexto cosmológico ([Bignone et al. 2019](#); [Fattahi et al. 2019](#); [Grand et al. 2020](#); [Elias et al. 2020](#)) e/ou que reproduzem o evento de acreção mais relevante da Galáxia, isto é, o GSE ([Amarante et al. 2022](#)). Com essas simulações, é possível obter pistas sobre as propriedades do progenitor do GSE selecionando halos simulados com gradientes de idade similares ao observado, uma vez que eles devem ser essencialmente definidos por esse único evento.

Referências Bibliográficas

- Abdurro'uf, Accetta, K., Aerts, C., et al. 2022, ApJS, 259, 35, doi: [10.3847/1538-4365/ac4414](https://doi.org/10.3847/1538-4365/ac4414)
- Abt, H. A. 1985, ApJ, 294, L103, doi: [10.1086/184518](https://doi.org/10.1086/184518)
- Ahn, C. P., Alexandroff, R., Allende Prieto, C., et al. 2012, ApJS, 203, 21, doi: [10.1088/0067-0049/203/2/21](https://doi.org/10.1088/0067-0049/203/2/21)
- Ahumada, R., Prieto, C. A., Almeida, A., et al. 2020, ApJS, 249, 3, doi: [10.3847/1538-4365/ab929e](https://doi.org/10.3847/1538-4365/ab929e)
- Aihara, H., Allende Prieto, C., An, D., et al. 2011, ApJS, 193, 29, doi: [10.1088/0067-0049/193/2/29](https://doi.org/10.1088/0067-0049/193/2/29)
- Akaike, H. 1974, IEEE Transactions on Automatic Control, 19, 716
- Amarante, J. A. S., Debattista, V. P., Beraldo E Silva, L., Laporte, C. F. P., & Deg, N. 2022, ApJ, 937, 12, doi: [10.3847/1538-4357/ac8b0d](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ac8b0d)
- Amorisco, N. C. 2017, MNRAS, 464, 2882, doi: [10.1093/mnras/stw2229](https://doi.org/10.1093/mnras/stw2229)
- An, D., Johnson, J. A., Clem, J. L., et al. 2008, ApJS, 179, 326, doi: [10.1086/592090](https://doi.org/10.1086/592090)
- Arp, H. C., Baum, W. A., & Sandage, A. R. 1952, AJ, 57, 4, doi: [10.1086/106674](https://doi.org/10.1086/106674)
- Ashok, D., Scott, J., Wetzell, S., Panju, M., & Ganesh, V. 2020, arXiv e-prints, arXiv:2010.11328. <https://arxiv.org/abs/2010.11328>
- Bailer-Jones, C. A. L., Rybizki, J., Fouesneau, M., Demleitner, M., & Andrae, R. 2021, AJ, 161, 147, doi: [10.3847/1538-3881/abd806](https://doi.org/10.3847/1538-3881/abd806)

- Bailyn, C. D. 1992, *ApJ*, 392, 519, doi: [10.1086/171452](https://doi.org/10.1086/171452)
- Barbosa, F. O., Santucci, R. M., Rossi, S., et al. 2022, *ApJ*, 940, 30, doi: [10.3847/1538-4357/ac983f](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ac983f)
- Bastian, N., & Lardo, C. 2018, *ARA&A*, 56, 83, doi: [10.1146/annurev-astro-081817-051839](https://doi.org/10.1146/annurev-astro-081817-051839)
- Behr, B. B. 2005, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 336, *Cosmic Abundances as Records of Stellar Evolution and Nucleosynthesis*, ed. I. Barnes, Thomas G. & F. N. Bash, 131
- Bell, E. F., Zucker, D. B., Belokurov, V., et al. 2008, *ApJ*, 680, 295, doi: [10.1086/588032](https://doi.org/10.1086/588032)
- Bellazzini, M., Pecci, F. F., Ferraro, F. R., et al. 2001, *AJ*, 122, 2569, doi: [10.1086/323711](https://doi.org/10.1086/323711)
- Belokurov, V., Erkal, D., Evans, N. W., Koposov, S. E., & Deason, A. J. 2018, *MNRAS*, 478, 611, doi: [10.1093/mnras/sty982](https://doi.org/10.1093/mnras/sty982)
- Belokurov, V., Zucker, D. B., Evans, N. W., et al. 2006, *ApJ*, 642, L137, doi: [10.1086/504797](https://doi.org/10.1086/504797)
- Belokurov, V., Evans, N. W., Bell, E. F., et al. 2007, *ApJ*, 657, L89, doi: [10.1086/513144](https://doi.org/10.1086/513144)
- Benaglia, T., Chauveau, D., Hunter, D. R., & Young, D. 2009, *Journal of Statistical Software*, 32, 1. <https://www.jstatsoft.org/v32/i06/>
- Bergbusch, P. A. 1993, *AJ*, 106, 1024, doi: [10.1086/116701](https://doi.org/10.1086/116701)
- Bignone, L. A., Helmi, A., & Tissera, P. B. 2019, *ApJ*, 883, L5, doi: [10.3847/2041-8213/ab3e0e](https://doi.org/10.3847/2041-8213/ab3e0e)
- Binney, J., & Tremaine, S. 2008, *Galactic Dynamics: Second Edition* (Princeton university press)
- Bird, S. A., Xue, X.-X., Liu, C., et al. 2022, *MNRAS*, 516, 731, doi: [10.1093/mnras/stac2036](https://doi.org/10.1093/mnras/stac2036)
- Bland-Hawthorn, J., & Gerhard, O. 2016, *ARA&A*, 54, 529, doi: [10.1146/annurev-astro-081915-023441](https://doi.org/10.1146/annurev-astro-081915-023441)

- Bolte, M. 1989, *AJ*, 97, 1688, doi: [10.1086/115106](https://doi.org/10.1086/115106)
- Buonanno, R., Corsi, C., Bellazzini, M., Ferraro, F. R., & Pecci, F. F. 1997, *AJ*, 113, 706, doi: [10.1086/118289](https://doi.org/10.1086/118289)
- Cadelano, M., Ferraro, F. R., Dalessandro, E., et al. 2022, *ApJ*, 941, 69, doi: [10.3847/1538-4357/aca016](https://doi.org/10.3847/1538-4357/aca016)
- Carollo, D., Tissera, P. B., Beers, T. C., et al. 2018, *ApJ*, 859, L7, doi: [10.3847/2041-8213/aac2dc](https://doi.org/10.3847/2041-8213/aac2dc)
- Carollo, D., Beers, T. C., Lee, Y. S., et al. 2007, *Nature*, 450, 1020, doi: [10.1038/nature06460](https://doi.org/10.1038/nature06460)
- Carollo, D., Beers, T. C., Chiba, M., et al. 2010, *ApJ*, 712, 692, doi: [10.1088/0004-637X/712/1/692](https://doi.org/10.1088/0004-637X/712/1/692)
- Carollo, D., Beers, T. C., Placco, V. M., et al. 2016, *Nature Physics*, 12, 1170, doi: [10.1038/nphys3874](https://doi.org/10.1038/nphys3874)
- Carretta, E., Lucatello, S., Gratton, R. G., Bragaglia, A., & D’Orazi, V. 2011, *A&A*, 533, A69, doi: [10.1051/0004-6361/201117269](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201117269)
- Cassisi, S., Salaris, M., & Pietrinferni, A. 2013, *Mem. Soc. Astron. Italiana*, 84, 91, doi: [10.48550/arXiv.1212.6839](https://doi.org/10.48550/arXiv.1212.6839)
- Castelli, F., & Kurucz, R. L. 2003, in *Modelling of Stellar Atmospheres*, ed. N. Piskunov, W. W. Weiss, & D. F. Gray, Vol. 210, A20. <https://arxiv.org/abs/astro-ph/0405087>
- Catelan, M. 2009, *Ap&SS*, 320, 261, doi: [10.1007/s10509-009-9987-8](https://doi.org/10.1007/s10509-009-9987-8)
- Catelan, M., & de Freitas Pacheco, J. A. 1995, *A&A*, 297, 345
- Clewley, L., Warren, S. J., Hewett, P. C., et al. 2002, *MNRAS*, 337, 87, doi: [10.1046/j.1365-8711.2002.05864.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2002.05864.x)
- Cornelio, C., Dash, S., Austel, V., et al. 2021, arXiv e-prints, arXiv:2109.01634. <https://arxiv.org/abs/2109.01634>

- D'Antona, F., Bellazzini, M., Caloi, V., et al. 2005, *ApJ*, 631, 868, doi: [10.1086/431968](https://doi.org/10.1086/431968)
- de Boer, K. S. 1999, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 167, *Harmonizing Cosmic Distance Scales in a Post-HIPPARCOS Era*, ed. D. Egret & A. Heck, 129–139. <https://arxiv.org/abs/astro-ph/9811077>
- de Boer, K. S., Tucholke, H. J., & Schmidt, J. H. K. 1997, *A&A*, 317, L23
- Deason, A. J., Belokurov, V., & Evans, N. W. 2011, *MNRAS*, 416, 2903, doi: [10.1111/j.1365-2966.2011.19237.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2011.19237.x)
- Deason, A. J., Belokurov, V., Evans, N. W., & Johnston, K. V. 2013, *ApJ*, 763, 113, doi: [10.1088/0004-637X/763/2/113](https://doi.org/10.1088/0004-637X/763/2/113)
- Deason, A. J., Belokurov, V., Koposov, S. E., & Lancaster, L. 2018, *ApJ*, 862, L1, doi: [10.3847/2041-8213/aad0ee](https://doi.org/10.3847/2041-8213/aad0ee)
- Deason, A. J., Belokurov, V., Evans, N. W., et al. 2012, *MNRAS*, 425, 2840, doi: [10.1111/j.1365-2966.2012.21639.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2012.21639.x)
- Deason, A. J., Erkal, D., Belokurov, V., et al. 2021, *MNRAS*, 501, 5964, doi: [10.1093/mnras/staa3984](https://doi.org/10.1093/mnras/staa3984)
- Dickens, R. J., Croke, B. F. W., Cannon, R. D., & Bell, R. A. 1991, *Nature*, 351, 212, doi: [10.1038/351212a0](https://doi.org/10.1038/351212a0)
- Dietz, S. E., Yoon, J., Beers, T. C., & Placco, V. M. 2020, *ApJ*, 894, 34, doi: [10.3847/1538-4357/ab7fa4](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ab7fa4)
- Dixon, W. V., Davidsen, A. F., Dorman, B., & Ferguson, H. C. 1996, *AJ*, 111, 1936, doi: [10.1086/117931](https://doi.org/10.1086/117931)
- Djorgovski, S., & Meylan, G. 1994, *AJ*, 108, 1292, doi: [10.1086/117154](https://doi.org/10.1086/117154)
- Dotter, A., Sarajedini, A., Anderson, J., et al. 2010, *ApJ*, 708, 698, doi: [10.1088/0004-637X/708/1/698](https://doi.org/10.1088/0004-637X/708/1/698)
- Elias, L. M., Sales, L. V., Helmi, A., & Hernquist, L. 2020, *MNRAS*, 495, 29, doi: [10.1093/mnras/staa1090](https://doi.org/10.1093/mnras/staa1090)

-
- Erkal, D., Deason, A. J., Belokurov, V., et al. 2021, MNRAS, 506, 2677, doi: [10.1093/mnras/stab1828](https://doi.org/10.1093/mnras/stab1828)
- Fattahi, A., Belokurov, V., Deason, A. J., et al. 2019, MNRAS, 484, 4471, doi: [10.1093/mnras/stz159](https://doi.org/10.1093/mnras/stz159)
- Fermani, F., & Schönrich, R. 2013, MNRAS, 430, 1294, doi: [10.1093/mnras/sts703](https://doi.org/10.1093/mnras/sts703)
- Ferraro, F. R., Beccari, G., Dalessandro, E., et al. 2009, Nature, 462, 1028, doi: [10.1038/nature08607](https://doi.org/10.1038/nature08607)
- Flynn, C., Sommer-Larsen, J., & Christensen, P. R. 1994, MNRAS, 267, 77, doi: [10.1093/mnras/267.1.77](https://doi.org/10.1093/mnras/267.1.77)
- Freeman, K. C., & Norris, J. 1981, ARA&A, 19, 319, doi: [10.1146/annurev.aa.19.090181.001535](https://doi.org/10.1146/annurev.aa.19.090181.001535)
- Fregeau, J. M., Cheung, P., Portegies Zwart, S. F., & Rasio, F. A. 2004, MNRAS, 352, 1, doi: [10.1111/j.1365-2966.2004.07914.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2004.07914.x)
- Fukugita, M., Ichikawa, T., Gunn, J. E., et al. 1996, AJ, 111, 1748, doi: [10.1086/117915](https://doi.org/10.1086/117915)
- Fusi Pecci, F., Bellazzini, M., Ferraro, F. R., Buonanno, R., & Corsi, C. E. 1996, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 92, Formation of the Galactic Halo...Inside and Out, ed. H. L. Morrison & A. Sarajedini, 221. <https://arxiv.org/abs/astro-ph/9606108>
- Fusi Pecci, F., Ferraro, F. R., Bellazzini, M., et al. 1993, AJ, 105, 1145, doi: [10.1086/116500](https://doi.org/10.1086/116500)
- Gaia Collaboration, Prusti, T., de Bruijne, J. H. J., et al. 2016, A&A, 595, A1, doi: [10.1051/0004-6361/201629272](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201629272)
- Gaia Collaboration, Brown, A. G. A., Vallenari, A., et al. 2021, A&A, 649, A1, doi: [10.1051/0004-6361/202039657](https://doi.org/10.1051/0004-6361/202039657)
- Gnedin, O. Y., Brown, W. R., Geller, M. J., & Kenyon, S. J. 2010, ApJ, 720, L108, doi: [10.1088/2041-8205/720/1/L108](https://doi.org/10.1088/2041-8205/720/1/L108)

- Gómez, F. A., & Helmi, A. 2010, MNRAS, 401, 2285, doi: [10.1111/j.1365-2966.2009.15841.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2009.15841.x)
- Gómez, F. A., Helmi, A., Cooper, A. P., et al. 2013, MNRAS, 436, 3602, doi: [10.1093/mnras/stt1838](https://doi.org/10.1093/mnras/stt1838)
- Grand, R. J. J., Kawata, D., Belokurov, V., et al. 2020, MNRAS, 497, 1603, doi: [10.1093/mnras/staa2057](https://doi.org/10.1093/mnras/staa2057)
- Gratton, R. G., Carretta, E., Bragaglia, A., Lucatello, S., & D'Orazi, V. 2010, A&A, 517, A81, doi: [10.1051/0004-6361/200912572](https://doi.org/10.1051/0004-6361/200912572)
- Gratton, R. G., Fusi Pecci, F., Carretta, E., et al. 1997, ApJ, 491, 749, doi: [10.1086/304987](https://doi.org/10.1086/304987)
- Gratton, R. G., Lucatello, S., Carretta, E., et al. 2011, A&A, 534, A123, doi: [10.1051/0004-6361/201117690](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201117690)
- Gratton, R. G., Lucatello, S., Sollima, A., et al. 2013, A&A, 549, A41, doi: [10.1051/0004-6361/201219976](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201219976)
- Green, E. M., & Norris, J. E. 1990, ApJ, 353, L17, doi: [10.1086/185697](https://doi.org/10.1086/185697)
- Guo, F., Zhang, R., & Fang, X.-E. 2020, ApJ, 904, L14, doi: [10.3847/2041-8213/abc749](https://doi.org/10.3847/2041-8213/abc749)
- Han, J. J., Conroy, C., Johnson, B. D., et al. 2022, AJ, 164, 249, doi: [10.3847/1538-3881/ac97e9](https://doi.org/10.3847/1538-3881/ac97e9)
- Harrigan, M. J., Newberg, H. J., Newberg, L. A., et al. 2010, MNRAS, 405, 1796, doi: [10.1111/j.1365-2966.2010.16552.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2010.16552.x)
- Harris, W. E. 1982, ApJS, 50, 573, doi: [10.1086/190837](https://doi.org/10.1086/190837)
- . 1996, AJ, 112, 1487, doi: [10.1086/118116](https://doi.org/10.1086/118116)
- Hayes, D. S., & Philip, A. G. D. 1979, PASP, 91, 71, doi: [10.1086/130444](https://doi.org/10.1086/130444)
- . 1988, PASP, 100, 801, doi: [10.1086/132238](https://doi.org/10.1086/132238)
- Helmi, A. 2020, ARA&A, 58, 205, doi: [10.1146/annurev-astro-032620-021917](https://doi.org/10.1146/annurev-astro-032620-021917)

-
- Helmi, A., Babusiaux, C., Koppelman, H. H., et al. 2018, *Nature*, 563, 85, doi: [10.1038/s41586-018-0625-x](https://doi.org/10.1038/s41586-018-0625-x)
- Helmi, A., White, S. D. M., de Zeeuw, P. T., & Zhao, H. 1999, *Nature*, 402, 53, doi: [10.1038/46980](https://doi.org/10.1038/46980)
- Hills, J. G., & Day, C. A. 1976, *Astrophys. Lett.*, 17, 87
- Horta, D., Cunningham, E. C., Sanderson, R. E., et al. 2022, arXiv e-prints, arXiv:2211.05799. <https://arxiv.org/abs/2211.05799>
- Hoyle, F., & Schwarzschild, M. 1955, *ApJS*, 2, 1, doi: [10.1086/190015](https://doi.org/10.1086/190015)
- Ibata, R. A., Gilmore, G., & Irwin, M. J. 1994, *Nature*, 370, 194, doi: [10.1038/370194a0](https://doi.org/10.1038/370194a0)
- . 1995, *MNRAS*, 277, 781, doi: [10.1093/mnras/277.3.781](https://doi.org/10.1093/mnras/277.3.781)
- Iben, Icko, J., & Rood, R. T. 1970, *ApJ*, 161, 587, doi: [10.1086/150563](https://doi.org/10.1086/150563)
- Ivezić, Ž., Goldston, J., Finlator, K., et al. 2000, *AJ*, 120, 963, doi: [10.1086/301455](https://doi.org/10.1086/301455)
- Jang, S., Kim, J. J., & Lee, Y.-W. 2019, *ApJ*, 886, 116, doi: [10.3847/1538-4357/ab4f69](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ab4f69)
- Jiang, D., Chen, X., Li, L., & Han, Z. 2019, *IAU Symposium*, 343, 427, doi: [10.1017/S1743921318005069](https://doi.org/10.1017/S1743921318005069)
- Johnson, B. D., Conroy, C., Naidu, R. P., et al. 2020, *ApJ*, 900, 103, doi: [10.3847/1538-4357/abab08](https://doi.org/10.3847/1538-4357/abab08)
- Jurić, M., Ivezić, Ž., Brooks, A., et al. 2008, *ApJ*, 673, 864, doi: [10.1086/523619](https://doi.org/10.1086/523619)
- Kafle, P. R., Sharma, S., Lewis, G. F., & Bland-Hawthorn, J. 2012, *ApJ*, 761, 98, doi: [10.1088/0004-637X/761/2/98](https://doi.org/10.1088/0004-637X/761/2/98)
- . 2014, *ApJ*, 794, 59, doi: [10.1088/0004-637X/794/1/59](https://doi.org/10.1088/0004-637X/794/1/59)
- Knigge, C., Leigh, N., & Sills, A. 2009, *Nature*, 457, 288, doi: [10.1038/nature07635](https://doi.org/10.1038/nature07635)
- Koza, J. R. 1992, *Genetic programming. On the programming of computers by means of natural selection* (Springer)

- Lamers, H. J. G. L. M., & Levesque, E. M. 2017, *Understanding Stellar Evolution* (IoP Publishing Bristol), doi: [10.1088/978-0-7503-1278-3](https://doi.org/10.1088/978-0-7503-1278-3)
- Lancaster, L., Koposov, S. E., Belokurov, V., Evans, N. W., & Deason, A. J. 2019, *MNRAS*, 486, 378, doi: [10.1093/mnras/stz853](https://doi.org/10.1093/mnras/stz853)
- Lee, Y. S., Beers, T. C., Kim, Y. K., et al. 2017, *ApJ*, 836, 91, doi: [10.3847/1538-4357/836/1/91](https://doi.org/10.3847/1538-4357/836/1/91)
- Lee, Y. S., Beers, T. C., Sivarani, T., et al. 2008a, *AJ*, 136, 2022, doi: [10.1088/0004-6256/136/5/2022](https://doi.org/10.1088/0004-6256/136/5/2022)
- . 2008b, *AJ*, 136, 2050, doi: [10.1088/0004-6256/136/5/2050](https://doi.org/10.1088/0004-6256/136/5/2050)
- Lee, Y.-W. 1991, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 13, *The Formation and Evolution of Star Clusters*, ed. K. Janes, 205–218
- Lee, Y.-W., Demarque, P., & Zinn, R. 1994, *ApJ*, 423, 248, doi: [10.1086/173803](https://doi.org/10.1086/173803)
- Li, T. S., Ji, A. P., Pace, A. B., et al. 2022, *ApJ*, 928, 30, doi: [10.3847/1538-4357/ac46d3](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ac46d3)
- Li, Z.-Z., Qian, Y.-Z., Han, J., et al. 2020, *ApJ*, 894, 10, doi: [10.3847/1538-4357/ab84f0](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ab84f0)
- Limberg, G., Queiroz, A. B. A., Perottoni, H. D., et al. 2022, arXiv e-prints, arXiv:2212.08249. <https://arxiv.org/abs/2212.08249>
- Lindegren, L. 2018. http://www.rssd.esa.int/doc_fetch.php?id=3757412
- Lindegren, L., Bastian, U., Biermann, M., et al. 2021, *A&A*, 649, A4, doi: [10.1051/0004-6361/202039653](https://doi.org/10.1051/0004-6361/202039653)
- Maeder, A. 2009, *Physics, Formation and Evolution of Rotating Stars* (Springer Science & Business Media), doi: [10.1007/978-3-540-76949-1](https://doi.org/10.1007/978-3-540-76949-1)
- Majewski, S. R., Skrutskie, M. F., Weinberg, M. D., & Ostheimer, J. C. 2003, *ApJ*, 599, 1082, doi: [10.1086/379504](https://doi.org/10.1086/379504)
- Marino, A. F., Villanova, S., Milone, A. P., et al. 2011, *ApJ*, 730, L16, doi: [10.1088/2041-8205/730/2/L16](https://doi.org/10.1088/2041-8205/730/2/L16)

-
- Marino, A. F., Villanova, S., Piotto, G., et al. 2008, *A&A*, 490, 625, doi: [10.1051/0004-6361:200810389](https://doi.org/10.1051/0004-6361:200810389)
- Mateo, M., Mirabal, N., Udalski, A., et al. 1996, *ApJ*, 458, L13, doi: [10.1086/309919](https://doi.org/10.1086/309919)
- McCrea, W. H. 1964, *MNRAS*, 128, 147, doi: [10.1093/mnras/128.2.147](https://doi.org/10.1093/mnras/128.2.147)
- McMillan, P. J. 2017, *MNRAS*, 465, 76, doi: [10.1093/mnras/stw2759](https://doi.org/10.1093/mnras/stw2759)
- McMillan, P. J., & Binney, J. J. 2008, *MNRAS*, 390, 429, doi: [10.1111/j.1365-2966.2008.13767.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2008.13767.x)
- Miglio, A., Chiappini, C., Mackereth, J. T., et al. 2021, *A&A*, 645, A85, doi: [10.1051/0004-6361/202038307](https://doi.org/10.1051/0004-6361/202038307)
- Mihalas, D. M. 1982, *Stellar atmospheres*
- Milone, A. P., Bedin, L. R., Piotto, G., et al. 2008, *ApJ*, 673, 241, doi: [10.1086/524188](https://doi.org/10.1086/524188)
- Milone, A. P., Marino, A. F., Dotter, A., et al. 2014, *ApJ*, 785, 21, doi: [10.1088/0004-637X/785/1/21](https://doi.org/10.1088/0004-637X/785/1/21)
- Möhler, S. 2004, in *The A-Star Puzzle*, ed. J. Zverko, J. Ziznovsky, S. J. Adelman, & W. W. Weiss, Vol. 224, 395–402, doi: [10.1017/S1743921304004806](https://doi.org/10.1017/S1743921304004806)
- Newberg, H., & Carlin, J. 2016, *Tidal Streams in the Local Group and Beyond: Observations and Implications* (Springer), doi: [10.1007/978-3-319-19336-6](https://doi.org/10.1007/978-3-319-19336-6)
- Newberg, H. J., Yanny, B., Rockosi, C., et al. 2002, *ApJ*, 569, 245, doi: [10.1086/338983](https://doi.org/10.1086/338983)
- Newell, E. B., Rodgers, A. W., & Searle, L. 1969, *ApJ*, 156, 597, doi: [10.1086/149991](https://doi.org/10.1086/149991)
- Nie, J. D., Smith, M. C., Belokurov, V., et al. 2015, *ApJ*, 810, 153, doi: [10.1088/0004-637X/810/2/153](https://doi.org/10.1088/0004-637X/810/2/153)
- Paxton, B., Bildsten, L., Dotter, A., et al. 2011, *ApJS*, 192, 3, doi: [10.1088/0067-0049/192/1/3](https://doi.org/10.1088/0067-0049/192/1/3)
- Peñarrubia, J., & Petersen, M. S. 2021, *MNRAS*, 508, L26, doi: [10.1093/mnrasl/slab090](https://doi.org/10.1093/mnrasl/slab090)

- Pedregosa, F., Varoquaux, G., Gramfort, A., et al. 2011, *Journal of Machine Learning Research*, 12, 2825
- Perets, H. B. 2015, in *Astrophysics and Space Science Library*, Vol. 413, *Astrophysics and Space Science Library*, ed. H. M. J. Boffin, G. Carraro, & G. Beccari, 251, doi: [10.1007/978-3-662-44434-4_11](https://doi.org/10.1007/978-3-662-44434-4_11)
- Perottoni, H. D., Limberg, G., Amarante, J. A. S., et al. 2022, *ApJ*, 936, L2, doi: [10.3847/2041-8213/ac88d6](https://doi.org/10.3847/2041-8213/ac88d6)
- Petersen, M. S., & Peñarrubia, J. 2021, *Nature Astronomy*, 5, 251, doi: [10.1038/s41550-020-01254-3](https://doi.org/10.1038/s41550-020-01254-3)
- Pier, J. R. 1983, *ApJS*, 53, 791, doi: [10.1086/190910](https://doi.org/10.1086/190910)
- Piotto, G., Bedin, L. R., Anderson, J., et al. 2007, *ApJ*, 661, L53, doi: [10.1086/518503](https://doi.org/10.1086/518503)
- Portegies Zwart, S. 2019, *A&A*, 621, L10, doi: [10.1051/0004-6361/201833485](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201833485)
- Posti, L., & Helmi, A. 2019, *A&A*, 621, A56, doi: [10.1051/0004-6361/201833355](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201833355)
- Preston, G. W., Shectman, S. A., & Beers, T. C. 1991, *ApJ*, 375, 121, doi: [10.1086/170175](https://doi.org/10.1086/170175)
- Rao, K. K., Bhattacharya, S., Vaidya, K., & Agarwal, M. 2023, *MNRAS*, 518, L7, doi: [10.1093/mnrasl/slac122](https://doi.org/10.1093/mnrasl/slac122)
- Reimers, D. 1977, *A&A*, 61, 217
- Richer, H. B., Harris, W. E., Fahlman, G. G., et al. 1996, *ApJ*, 463, 602, doi: [10.1086/177274](https://doi.org/10.1086/177274)
- Roberts, M. S. 1960, *AJ*, 65, 457, doi: [10.1086/108288](https://doi.org/10.1086/108288)
- Rockosi, C. M., Lee, Y. S., Morrison, H. L., et al. 2022, *ApJS*, 259, 60, doi: [10.3847/1538-4365/ac5323](https://doi.org/10.3847/1538-4365/ac5323)
- Rodriguez Wimberly, M. K., Cooper, M. C., Baxter, D. C., et al. 2022, *MNRAS*, 513, 4968, doi: [10.1093/mnras/stac1265](https://doi.org/10.1093/mnras/stac1265)
- Rood, R. T. 1973, *ApJ*, 184, 815, doi: [10.1086/152373](https://doi.org/10.1086/152373)

- Rood, R. T., Crocker, D. A., Fusi Pecci, F., et al. 1993, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 48, *The Globular Cluster-Galaxy Connection*, ed. G. H. Smith & J. P. Brodie, 218
- Salaris, M., & Cassisi, S. 2005, *Evolution of stars and stellar populations* (John Wiley & Sons)
- Sandage, A., & Wallerstein, G. 1960, *ApJ*, 131, 598, doi: [10.1086/146872](https://doi.org/10.1086/146872)
- Sandage, A., & Wildey, R. 1967, *ApJ*, 150, 469, doi: [10.1086/149350](https://doi.org/10.1086/149350)
- Sandage, A. R. 1953, *AJ*, 58, 61, doi: [10.1086/106822](https://doi.org/10.1086/106822)
- Sanderson, R. E., Helmi, A., & Hogg, D. W. 2015, *ApJ*, 801, 98, doi: [10.1088/0004-637X/801/2/98](https://doi.org/10.1088/0004-637X/801/2/98)
- Santucci, R. M. 2016, PhD thesis, Universidade de São Paulo, Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas
- Santucci, R. M., Placco, V. M., Rossi, S., et al. 2015a, *ApJ*, 801, 116, doi: [10.1088/0004-637X/801/2/116](https://doi.org/10.1088/0004-637X/801/2/116)
- Santucci, R. M., Beers, T. C., Placco, V. M., et al. 2015b, *ApJ*, 813, L16, doi: [10.1088/2041-8205/813/1/L16](https://doi.org/10.1088/2041-8205/813/1/L16)
- Sarajedini, A., & Demarque, P. 1990, *ApJ*, 365, 219, doi: [10.1086/169472](https://doi.org/10.1086/169472)
- Sarajedini, A., & King, C. R. 1989, *AJ*, 98, 1624, doi: [10.1086/115246](https://doi.org/10.1086/115246)
- Schild, H., & Berthet, S. 1986, *A&A*, 162, 369
- Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, *ApJ*, 500, 525, doi: [10.1086/305772](https://doi.org/10.1086/305772)
- Schmidt, M., & Lipson, H. 2009, *Science*, 324, 81–85, doi: [10.1126/science.1165893](https://doi.org/10.1126/science.1165893)
- Schönrich, R., Binney, J., & Dehnen, W. 2010, *MNRAS*, 403, 1829, doi: [10.1111/j.1365-2966.2010.16253.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2010.16253.x)
- Schwarz, G. 1978, *Annals of Statistics*, 6, 461

- Scrucca, L., Fop, M., Murphy, T. B., & Raftery, A. E. 2016, *The R Journal*, 8, 289.
<https://doi.org/10.32614/RJ-2016-021>
- Searle, L., & Zinn, R. 1978, *ApJ*, 225, 357, doi: [10.1086/156499](https://doi.org/10.1086/156499)
- Sersic, J. L. 1968, *Atlas de Galaxias Australes* (Universidad Nacional de Cordoba: Observatorio Astronomico)
- Shull, J. M., & Danforth, C. W. 2019, *ApJ*, 882, 180, doi: [10.3847/1538-4357/ab357d](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ab357d)
- Silva Aguirre, V., Bojsen-Hansen, M., Slumstrup, D., et al. 2018, *MNRAS*, 475, 5487, doi: [10.1093/mnras/sty150](https://doi.org/10.1093/mnras/sty150)
- Sirko, E., Goodman, J., Knapp, G. R., et al. 2004, *AJ*, 127, 899, doi: [10.1086/381483](https://doi.org/10.1086/381483)
- Slater, C. T., Bell, E. F., Schlafly, E. F., et al. 2013, *ApJ*, 762, 6, doi: [10.1088/0004-637X/762/1/6](https://doi.org/10.1088/0004-637X/762/1/6)
- Sluis, A. P. N., & Arnold, R. A. 1998, *MNRAS*, 297, 732, doi: [10.1046/j.1365-8711.1998.01500.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.1998.01500.x)
- Sommer-Larsen, J., & Christensen, P. R. 1986, *MNRAS*, 219, 537, doi: [10.1093/mnras/219.3.537](https://doi.org/10.1093/mnras/219.3.537)
- Stetson, P. B. 1987, *PASP*, 99, 191, doi: [10.1086/131977](https://doi.org/10.1086/131977)
- . 1994, *PASP*, 106, 250, doi: [10.1086/133378](https://doi.org/10.1086/133378)
- Stetson, P. B., Vandenberg, D. A., & Bolte, M. 1996, *PASP*, 108, 560, doi: [10.1086/133766](https://doi.org/10.1086/133766)
- ten Bruggencate, P. 1927, *Sternhaufen: Ihr Bau, Ihre Stellung zum Sternsystem und Ihre Bedeutung für die Kosmogonie* (Springer)
- Thomas, G. F., McConnachie, A. W., Ibata, R. A., et al. 2018, *MNRAS*, 481, 5223, doi: [10.1093/mnras/sty2604](https://doi.org/10.1093/mnras/sty2604)
- Totten, E. J., & Irwin, M. J. 1998, *MNRAS*, 294, 1, doi: [10.1046/j.1365-8711.1998.01086.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.1998.01086.x)
- Utkin, N. D., & Dambis, A. K. 2020, *MNRAS*, 499, 1058, doi: [10.1093/mnras/staa2819](https://doi.org/10.1093/mnras/staa2819)

-
- Valcarce, A. A. R., & Catelan, M. 2008, *A&A*, 487, 185, doi: [10.1051/0004-6361:20078231](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20078231)
- van den Bergh, S. 1967, *AJ*, 72, 70, doi: [10.1086/110203](https://doi.org/10.1086/110203)
- Vandenberg, D. A., Bolte, M., & Stetson, P. B. 1990, *AJ*, 100, 445, doi: [10.1086/115529](https://doi.org/10.1086/115529)
- VandenBerg, D. A., Brogaard, K., Leaman, R., & Casagrande, L. 2013, *ApJ*, 775, 134, doi: [10.1088/0004-637X/775/2/13410.48550/arXiv.1308.2257](https://doi.org/10.1088/0004-637X/775/2/13410.48550/arXiv.1308.2257)
- Vasiliev, E. 2019, *MNRAS*, 482, 1525, doi: [10.1093/mnras/sty2672](https://doi.org/10.1093/mnras/sty2672)
- Vasiliev, E., & Baumgardt, H. 2021, *MNRAS*, 505, 5978, doi: [10.1093/mnras/stab1475](https://doi.org/10.1093/mnras/stab1475)
- Vickers, J. J., Li, Z.-Y., Smith, M. C., & Shen, J. 2021, *ApJ*, 912, 32, doi: [10.3847/1538-4357/abe4d0](https://doi.org/10.3847/1538-4357/abe4d0)
- Villanova, S., Piotto, G., & Gratton, R. G. 2009, *A&A*, 499, 755, doi: [10.1051/0004-6361/200811493](https://doi.org/10.1051/0004-6361/200811493)
- Walker, A. R. 1992, *PASP*, 104, 1063, doi: [10.1086/133092](https://doi.org/10.1086/133092)
- Wan, Z., Kafle, P. R., Lewis, G. F., et al. 2018, *MNRAS*, 480, 1218, doi: [10.1093/mnras/sty1880](https://doi.org/10.1093/mnras/sty1880)
- Wheeler, J. C. 1979, *ApJ*, 234, 569, doi: [10.1086/157531](https://doi.org/10.1086/157531)
- White, S. D. M., & Frenk, C. S. 1991, *ApJ*, 379, 52, doi: [10.1086/170483](https://doi.org/10.1086/170483)
- Whitten, D. D., Beers, T. C., Placco, V. M., et al. 2019, *ApJ*, 884, 67, doi: [10.3847/1538-4357/ab4269](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ab4269)
- Wilhelm, R., Beers, T. C., & Gray, R. O. 1999, *AJ*, 117, 2308, doi: [10.1086/300824](https://doi.org/10.1086/300824)
- Williams, I. P. 1964, *Annales d'Astrophysique*, 27, 198
- Woody, T., & Schlafman, K. C. 2021, *AJ*, 162, 42, doi: [10.3847/1538-3881/abff5f](https://doi.org/10.3847/1538-3881/abff5f)
- Wu, W., Zhao, G., Xue, X.-X., Bird, S. A., & Yang, C. 2022, *ApJ*, 924, 23, doi: [10.3847/1538-4357/ac31ac](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ac31ac)

- Xin, Y., Ferraro, F. R., Lu, P., et al. 2015, ApJ, 801, 67, doi: [10.1088/0004-637X/801/1/67](https://doi.org/10.1088/0004-637X/801/1/67)
- Xue, X. X., Rix, H. W., Zhao, G., et al. 2008, ApJ, 684, 1143, doi: [10.1086/589500](https://doi.org/10.1086/589500)
- Yan, X., & Su, X. 2009, Linear regression analysis: theory and computing (world scientific)
- Yanny, B., Newberg, H. J., Kent, S., et al. 2000, ApJ, 540, 825, doi: [10.1086/309386](https://doi.org/10.1086/309386)
- Yanny, B., Rockosi, C., Newberg, H. J., et al. 2009, AJ, 137, 4377, doi: [10.1088/0004-6256/137/5/4377](https://doi.org/10.1088/0004-6256/137/5/4377)
- Yi, S., Lee, Y.-W., & Demarque, P. 1993, ApJ, 411, L25, doi: [10.1086/186903](https://doi.org/10.1086/186903)
- Yoon, J., Beers, T. C., Dietz, S., et al. 2018, ApJ, 861, 146, doi: [10.3847/1538-4357/aaccea](https://doi.org/10.3847/1538-4357/aaccea)
- York, D. G., Adelman, J., Anderson, John E., J., et al. 2000, AJ, 120, 1579, doi: [10.1086/301513](https://doi.org/10.1086/301513)
- Yuan, Z., Chang, J., Beers, T. C., & Huang, Y. 2020, ApJ, 898, L37, doi: [10.3847/2041-8213/aba49f](https://doi.org/10.3847/2041-8213/aba49f)
- Yuan, Z., Smith, M. C., Xue, X.-X., et al. 2019, ApJ, 881, 164, doi: [10.3847/1538-4357/ab2e09](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ab2e09)
- Yuan, Z., Malhan, K., Sestito, F., et al. 2022, ApJ, 930, 103, doi: [10.3847/1538-4357/ac616f](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ac616f)
- Zinn, R. 1980, ApJS, 42, 19, doi: [10.1086/190643](https://doi.org/10.1086/190643)

Apêndice

O artigo publicado sobre as relações discutidas no Capítulo 4 é apresentado a seguir.

The SDSS-Gaia View of the Color–Magnitude Relation for Blue Horizontal-branch Stars

FABRÍCIA O. BARBOSA ¹, RAFAEL M. SANTUCCI ^{2,3}, SILVIA ROSSI ¹, GUILHERME LIMBERG ¹,
ANGELES PÉREZ-VILLEGAS ⁴ AND HÉLIO D. PEROTTONI ^{1,5}

¹Universidade de São Paulo, Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas, Departamento de Astronomia, SP 05508-090, São Paulo, Brazil

²Universidade Federal de Goiás, Instituto de Estudos Socioambientais, Planetário, Goiânia, GO 74055-140, Brazil

³Universidade Federal de Goiás, Campus Samambaia, Instituto de Física, Goiânia, GO 74001-970, Brazil

⁴Instituto de Astronomía, Universidad Nacional Autónoma de México, Apartado Postal 106, C. P. 22800, Ensenada, B. C., Mexico

⁵Institut de Ciències del Cosmos (ICCUB), Universitat de Barcelona (IEEC-UB), Martí i Franquès 1, E08028 Barcelona, Spain

ABSTRACT

We present an updated sample of blue horizontal-branch (BHB) stars selected from the photometric and spectroscopic data from Sloan Digital Sky Survey and its associated project Sloan Extension for Galactic Understanding and Exploration (SEGUE). With this data, we selected candidates for A-type stars in the color-color space and then a mixture modeling technique was implemented in order to distinguish between BHB and main-sequence/blue-straggler stars based on their surface gravity values ($\log g$) estimated by the SEGUE Stellar Parameter Pipeline. Our robust approach allows us to attribute individual probabilities of each star truly being in the BHB stage. Hence, our method is advantageous in comparison to previous SEGUE BHB selections that adopted simple $\log g$ cuts. We also revisit the color–magnitude relation for these stars and propose two calibrations, based on updated distances for Galactic globular clusters, to estimate absolute magnitudes with $(g - r)_0$ and $(u - r)_0$ colors.

Keywords: Galaxy: stellar halo – stars: horizontal branch – stars: distances

1. INTRODUCTION

The Gaia mission (Gaia Collaboration et al. 2016) has provided a better understanding of the Galaxy, in particular regarding the field of Galactic Archaeology (Helmi 2020; Brown 2021). The astrometric information provided for an unprecedented number of objects has dramatically changed the way we study the Galactic halo (e.g., Belokurov et al. 2018; Myeong et al. 2018; Koppelman et al. 2018; Malhan et al. 2018).

Despite the huge amount of direct measurements supplied by Gaia, distances inferred from brightness are still of great value. At magnitude $G < 15$, the early third data release (EDR3) presents parallax uncertainties of ~ 0.02 mas (Gaia Collaboration et al. 2021), and they increase significantly for fainter stars. To overcome this limitation, we can use various well-known distance tracers such as RR Lyrae (Shapley 1916), Cepheids (Leavitt & Pickering 1912), and blue horizontal-branch (BHB) stars (Cacciari 1999).

BHBs are metal-poor ($[\text{Fe}/\text{H}]^1 \lesssim -0.5$; Santucci et al. 2015b) A or B-type stars that burn helium in their cores. These evolved stars present a high and nearly constant luminosity, making them perfect for investigating the outer regions of the halo and the assembly history of our Galaxy (Xue et al. 2011, 2008; Deason et al. 2011, 2017; Belokurov et al. 2014; Santucci et al. 2015b). In recent works, BHBs were used to study dynamical substructures and stellar streams (Yuan et al. 2019, 2020, 2022; Peñarrubia & Petersen 2021; Li et al. 2022; Wu et al. 2022), the connection between the apocenter pile-up of orbits and the so-called “break-radius” of the stellar halo density profile (Deason et al. 2018), the anisotropy of the halo velocity distribution (Lancaster et al. 2019), the age gradient of the halo out to ~ 35 kpc (Whitten et al. 2019), to estimate the total dynamical mass of the Milky Way (Deason et al. 2021; Bird et al. 2022), and even to demonstrate the influence of the Large Magellanic Cloud in our Galaxy’s halo (Erkal et al. 2021; Petersen & Peñarrubia 2021).

The well-defined structure of the horizontal branch in the color-magnitude diagram (CMD), a roughly con-

Corresponding author: Fabrícia Oliveira Barbosa
fabriciaob@usp.br

¹ $[A/B] = \log(N_A/N_B)_* - \log(N_A/N_B)_\odot$, where N_A and N_B are the number density of atoms of the elements A and B, respectively. * refers to the considered star, and \odot refers to the Sun.

stant luminosity, permits the development of a distance calibration for these BHBs. The first approximation developed was a linear fit, using the $(B - V)$ color and absolute magnitude in the V band, for stars in globular clusters (Hayes & Philip 1979). Likewise, Preston et al. (1991) defined a smoother relation, a fourth degree polynomial, for the same color-magnitude space. Two decades later, a widely used calibration was presented by Deason et al. (2011, hereafter D11) based on magnitudes in the *ugriz* system for the Sloan Digital Sky Survey (SDSS; York et al. 2000) eighth data release (DR8; Aihara et al. 2011), which had its color range extended by Belokurov & Koposov (2016) afterwards. In the meantime, Fermani & Schönrich (2013) argued that it is extremely important to take into account the effect of the metallicity on the absolute magnitude estimation, proposing a new calibration based on a statistical method. However, Santucci et al. (2015a) and Utkin & Dambis (2020) showed that the differences between considering or not the metallicity in the relations are negligible, with D11’s estimates being 2.5% higher, within $(1-\sigma)$ errors of both calibrations.

D11’s relation still remains the most used calibration for BHB stars (Santucci et al. 2015a,b; Thomas et al. 2018; Whitten et al. 2019; Donlon et al. 2020; Martin et al. 2022) even though photometric data have been updated several times since then. Moreover, we can now compare photometric distances of BHB stars with purely geometric estimates from Gaia’s parallaxes (e.g., Bailer-Jones et al. 2021) as well as new measurements for Galactic globular clusters (Vasiliev & Baumgardt 2021). These facts bring to light the relevance of reviewing the D11’s calibration with recent data.

This paper is organized as follows. In Section 2, we describe the photometric selection and revise a previous method to identify BHB stars. Section 3 presents the selection of stars in globular clusters and the method used to define the absolute magnitude calibration. Finally, in Section 4 we discuss our results.

2. DATA

2.1. A-type stars

The initial selection of A-type stars was made using the photometry from the sixteenth data release (DR16) of SDSS (Ahumada et al. 2020). For the selection of BHB stars, we were specially interested in the spectroscopic data obtained by the Sloan Extension for Galactic Understanding and Exploration (SEGUE; Yanny et al. 2009) processed by the SEGUE Stellar Parameter Pipeline (SSPP; Lee et al. 2008a,b)².

We implemented color cuts applying the following criteria: $-0.3 < (g - r)_0 < 0.1$ and $0.8 < (u - g)_0 < 1.4$, similar to those used in previous works (Sirko et al. 2004,

D11). All the magnitudes were corrected using the extinction coefficients (A_g, A_r, A_u) provided by the SDSS catalog itself and we removed stars with relative errors in the g -band magnitude greater than 1%.

The photometric selection is able to exclude several undesired objects, such as white dwarfs, quasars and cooler spectral types (Yanny et al. 2009; Vickers et al. 2012), but the major source of contamination, blue straggler stars (BSSs), remains. The distinction between evolved and main-sequence stars/BSSs is commonly made by investigating spectral features, specially Balmer lines, whose depths are affected by effective temperature (T_{eff}) and widths by surface gravity ($\log g$). With the output of SSPP, we can directly inspect these stellar atmospheric parameters. Therefore, we cross-matched the filtered sample with the SSPP catalog using $5''$ radius. In addition to color filters, we restricted our sample to stars with moderate signal-to-noise ratio ($S/N > 10$) and $7500 \text{ K} < T_{\text{eff}} < 10000 \text{ K}$ (Deason et al. 2012; Santucci et al. 2015a), where T_{eff} is the estimate adopted by the pipeline. Duplicated stars with the smallest S/N were removed, which resulted in 16463 stars. The restrictions above remove poor-quality data and cooler stars that could remain after the color cut, which assures that contamination from other non-BSS stars is minimal.

2.2. BHB stars

One of the techniques used to disentangle BSSs and BHB stars is the f_m versus $D_{0.2}$ method (Pier 1983), where f_m is the minimum flux relative to the continuum level and $D_{0.2}$ is a measurement of the line width of Balmer lines, so it provides indirect information regarding both T_{eff} and $\log g$. Later, a different approach was proposed by Clewley et al. (2002) based on the parameters of the Sérsic profile (Sérsic 1968), which describes the shape of the lines.

BSSs present a stronger $\log g$ than those located in the horizontal branch. Santucci et al. (2015a) showed that these stellar types are clearly distinguishable for magnitudes $g_0 < 18$ with SEGUE/SDSS DR8 data, being possible to classify them by fitting a combination of two Gaussian functions to their $\log g$ distributions. This method was proved to be in good concordance with spectral analysis, with more than 90% of agreement. When replicating this procedure with current SEGUE data, we noticed a change in the peaks of both groups and a greater overlap in the $\log g$ distribution as presented in the left column of Fig. 1. This is observed even for relatively bright A-type stars ($g_0 < 18$, top panel), which makes it more difficult to separate these objects with that simple approach (dashed lines indicate the Gaussian fits from Santucci et al. 2015a). The differences are probably due to changes between the releases of SDSS on

²Last run on DR9 (Ahn et al. 2012; Rockosi et al. 2022).

the $\log g$ estimates considered to obtain the final adopted parameter³.

2.3. Classification

Given the two-Gaussian-like morphology of the $\log g$ distributions observed for our sample of A-type stars (Fig. 1), we used a Gaussian Mixture Model (GMM) unsupervised approach in order to distinguish BHBs and BSSs. For this task, we utilize the `scikit-learn` (Pedregosa et al. 2011) `GaussianMixture`⁴ package. In this GMM implementation, the expectation-maximization algorithm (Dempster et al. 1977) is employed in the search for the best-fit model.

The GMM technique fits the data as a finite combination of K Gaussian distributions. As made previously by Santucci et al. (2015a), K was defined based on visual inspection of $\log g$ estimates presented in Fig. 1 and the assumption that the contamination is predominantly of main-sequence stars/BSSs. Therefore, $K = 2$ is an adequate value for the sample. Moreover, GMM can be readily applied to data of arbitrary dimensionality. Therefore, we take advantage of such flexibility and explore a suitable combination of $\log g$ estimates provided by SSPP (we refer the reader to Lee et al. 2008a for details about different approaches to determine $\log g$ from SEGUE spectra). We noticed that the distributions of both $\log g_{\text{ANNRR}}$ and $\log g_{\text{SPEC}}$ exhibit clearly two peaks, as expected for the BHBs/BSSs dichotomy, while it is not possible to observe this feature in others. These two distributions are shown in the right column of Fig. 1. Hence, we proceeded with the GMM separation within the two-dimensional space defined by these $\log g$ estimates. The final $\log g$ adopted by the pipeline was not considered an extra dimension as it consists of a weighted mean of the valid estimates.

In order to guarantee the robustness of our method against uncertainties reported by the SSPP, we constructed a set of 10^4 realizations of each star’s $\log g$ estimates in a Monte Carlo framework. Then, we performed the GMM classification for all iterations. Finally, the fraction of instances that a star is attributed to a certain class (either BHB or BSS) is taken as its membership probability for that given group. For this procedure, stars without valid estimates of both $\log g_{\text{ANNRR}}$ and $\log g_{\text{SPEC}}$ are removed. With this strategy, we achieved a sample of 5699/4590 stars classified as BHBs above 50%/99% probability⁵.

The final classification obtained is shown in Fig. 2. The difference in the uncertainties of the estimates

greatly influences the classification, as the $\log g_{\text{ANNRR}}$ presents more precise values (~ 0.06) than $\log g_{\text{SPEC}}$ (~ 0.21). We cross-matched our sample with the one from Santucci et al. (2015a) to evaluate the fraction of BSS contamination. 10% of our BHB set was classified previously as BSSs, and, among those with a probability greater than 99% of being BHB following the method implemented here, 2% is possibly incorrectly assigned.

3. ABSOLUTE MAGNITUDE CALIBRATION

3.1. Globular clusters stars

The procedure to construct an absolute magnitude relation follows previous works (see Section 1), starting with the selection of BHB stars in globular clusters. We used the photometric catalog from An et al. (2008), which provides magnitudes for crowded fields observed by SDSS. The clusters presenting a well defined horizontal branch were selected and their magnitudes were corrected using the standard extinction ($E(B-V)$) from Schlegel et al. (1998) along with the relative extinctions from Wang & Chen (2019) for g -, u - and r -band. Vasiliev & Baumgardt (2021) attributed a membership probability for stars in globular clusters based on proper motions and parallaxes from Gaia EDR3. We selected stars from several globular clusters that were more likely than 0.99 to belong to those clusters and we obtained their absolute magnitude in the SDSS g -band (M_g) with the estimated distance for each cluster given by these authors. The list of clusters, their heliocentric distances and distance moduli are presented in Table 1.

To create the sample used to implement the calibration, we applied the limits for colors as defined for the initial selection (see Section 2.1). Then, the stars were selected in a single combined CMD, limiting the M_g between -0.15 and 1.15 . After this exercise, the remaining

Table 1. Heliocentric distances provided by Vasiliev & Baumgardt (2021) for each globular cluster, uncertainties, and their respective distance moduli.

Cluster	D (kpc)	σ_D (kpc)	$(m - M)_0$ (mag)
NGC2419	83.0	1.5	19.59
NGC4147	18.65	0.16	16.35
NGC5024, M53	18.59	0.15	16.35
NGC5053	17.30	0.14	16.19
NGC5272, M3	10.20	0.06	15.04
NGC5466	16.32	0.13	16.06
NGC5904, M5	7.49	0.05	14.37
NGC6205, M13	7.53	0.06	14.38
NGC6341, M92	8.60	0.05	14.67
NGC7078, M15	10.73	0.14	15.15
NGC7089, M2	11.62	0.13	15.33

³See https://www.sdss.org/dr16/spectro/sspp_changes/ for detailed information.

⁴<https://scikit-learn.org/stable/modules/generated/sklearn.mixture.GaussianMixture.html#sklearn.mixture.GaussianMixture>.

⁵The full sample is available at <https://github.com/guilhermelimberg/bhb.dist>.

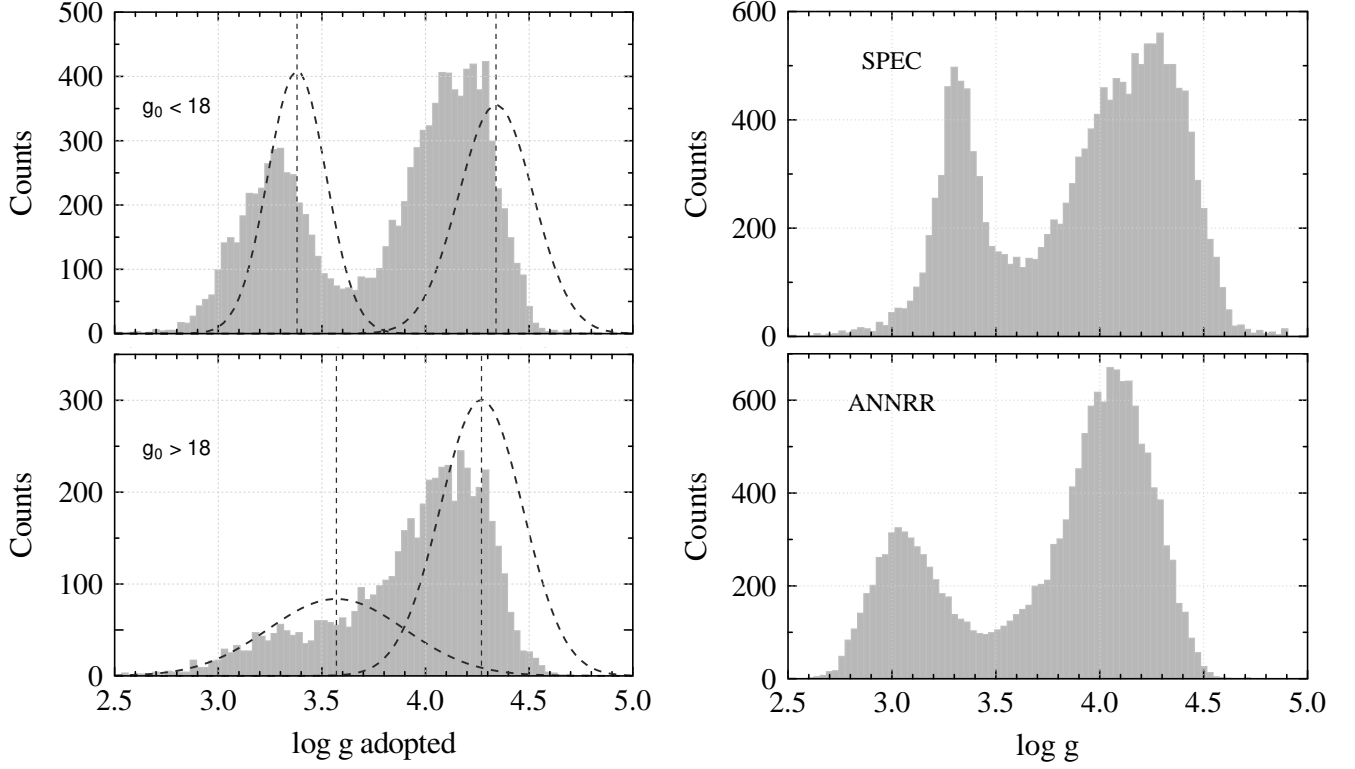


Figure 1. Histograms of $\log g$. Left column: $\log g$ adopted by the pipeline for stars with $g_0 < 18$ (top) and $g_0 > 18$ (bottom). Dashed lines are the Gaussian distributions defined by Santucci et al. (2015a). Right column: $\log g$ estimates provided by SPP spectroscopically determined (top) and from ANNRR method (bottom) for all stars.

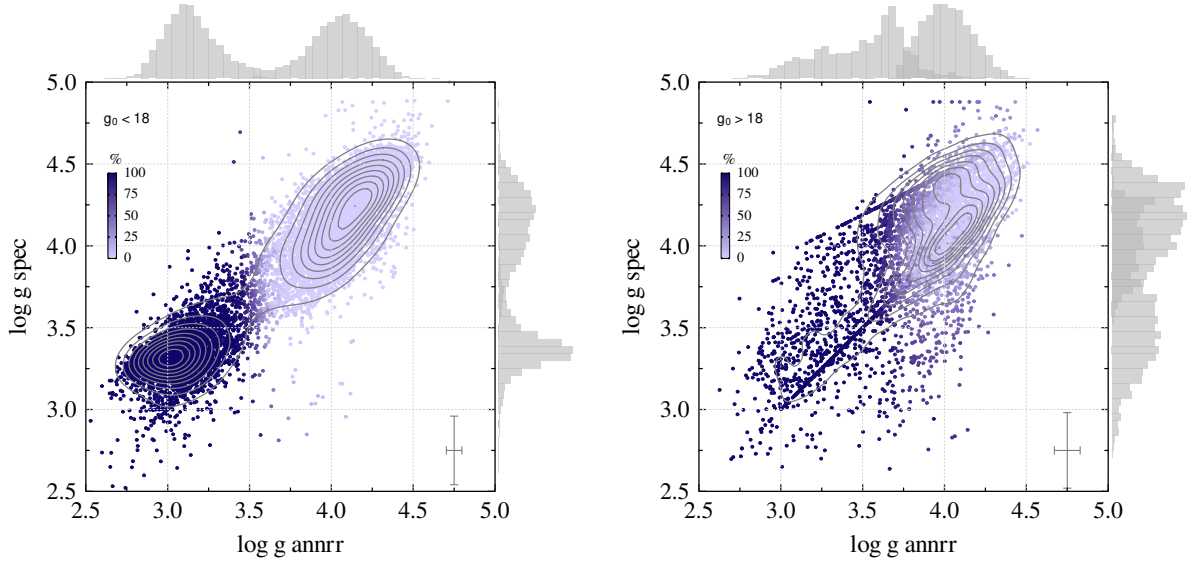


Figure 2. Distribution of classified stars with $g_0 < 18$ (left) and $g_0 > 18$ (right) in the surface gravity space. Median errors are indicated in the bottom right corner. Histograms show the distribution of $\log g$ from the respective axis for stars classified as BHB and BSS. Colors indicate the probability of being a BHB star.

globular cluster members were checked individually at the SIMBAD database (Wenger et al. 2000), and those classified as variables, blue stragglers and other undesirable types were removed. We also excluded stars with flags in the magnitudes used, leaving us with 744 stars to derive the calibrations from.

3.2. Fitting the horizontal branch

Finding the best mathematical relationships to fit observable data is not an easy task. In previous works, the absolute magnitudes for BHB stars have been described as a high-degree polynomial (Preston et al. 1991; Deason et al. 2011; Belokurov & Koposov 2016). Instead of arbitrarily assuming that this function is the best representation of the data, we explore the possible combinations between colors and absolute magnitudes. For this task, we employed the TuringBot software (Ashok et al. 2020), a code that performs symbolic regression using a simulated annealing algorithm (Delahaye et al. 2019; Chira & Plionis 2019) in order to search for the best set of parameters and mathematical operations to describe the data.

TuringBot is particularly interesting in this case, because it allows the visualization of the estimated mathematical laws, allowing the user to choose the most appropriate equations for their needs. Furthermore, the user is free to choose the mathematical operations involved in the fitted functions, the error metric for convergence, as well as the input variables. The best fits are presented in a summarized box, combining the error and the complexity of the equations. The complexity is defined by the sum of the “size” of the mathematical operations, constants, and variables present in the solutions. The program assumes that an input variable, constant, sum, subtraction, and multiplication have size 1 each, division has size 2, and more complex operations have higher sizes⁶. We verified that the use of very complex mathematical operations is unnecessary and does not improve the average error of the equations presented by the software. Hence, we adopted only the basic mathematical operations (sum, subtraction, multiplication, and division) as input for the search for absolute magnitude calibrations. The mean absolute error was used as a criterion for convergence and we tested the dependence of all the most common available observable variables found in the literature for estimates of this type, such as magnitudes, color indices, and metallicity.

After evaluating all the combinations of input variables (u_0 , g_0 , r_0 , $(u-g)_0$, $(u-r)_0$, $(g-r)_0$, and $[\text{Fe}/\text{H}]$) presented in Appendix A, we found that there is no significant dependence on metallicity in the calibrations provided by the code, regardless of the mathematical

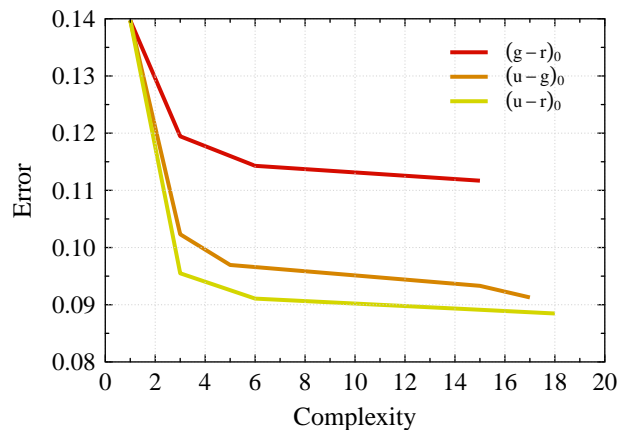


Figure 3. Error comparison between fits for colors $(g-r)_0$, $(u-g)_0$ and $(u-r)_0$ from TuringBot.

operations adopted and the algorithm convergence time. The colors $(u-g)_0$ and $(u-r)_0$ provided calibrations with smaller errors than the color $(g-r)_0$, traditionally used in the absolute magnitude calibration of BHB stars (D11; Belokurov & Koposov 2016), and also smaller than $(g-r)_0$ with $[\text{Fe}/\text{H}]$, which means we can achieve more accurate results that do not require metallicity information. The observed improvement with $(u-g)_0$ and $(u-r)_0$ color might be associated with the u filter, whose transmission curve is mostly between 3000Å and 4000Å, i.e., it is positioned in a region of the spectrum where the Balmer discontinuity ($\sim 3645\text{Å}$) is located, as well as several Hydrogen lines from the Balmer series, which makes it a useful indirect indicator of T_{eff} and $\log g$ of the BHBs, atmospheric parameters that are directly linked to the mass of the stars in the horizontal branch (Valcarce & Catelan 2008).

Fig. 3 shows the associated errors for each fit in the final BHB sample. Clearly, $(u-r)_0$ presents a better performance than $(g-r)_0$ and $(u-g)_0$. Using the same tool, we find that the relation proposed in D11 is a function of complexity 33 and error = 0.12, whilst equations of lower order present a much lower complexity with errors of ~ 0.10 .

We chose the first functions from which there is no significant decrease in error, i.e., functions of complexity 6 in Fig. 3, as those that best describes the data. Exists a singularity in the calibrations, however it is outside of our color range. Hence, it does not imply an obstacle to their usage in the context of this work.

$$M_g = \frac{0.178}{0.537 + (g-r)_0} \quad (1)$$

$$M_g = \frac{0.721}{(u-r)_0} - 0.212 \quad (2)$$

3.3. Distances analysis

⁶More TuringBot details can be found in the program documentation, available at: <https://turingbotssoftware.com/documentation.html>.

Left panels in Fig. 4 show the distribution of BHB stars in the CMD with color $(g-r)_0$ (top) and $(u-r)_0$ (bottom). In the top left panel, we can observe how the calibration proposed here (Eq. 1) provides magnitudes lower than D11's, which results in larger distances. The difference is minimal at $(g-r)_0 \sim -0.20$, where both equations come closer, and the smaller values are a consequence of the inclusion of the cluster NGC7078, whose stars are brighter and were not included in D11. On the other hand, the distribution using $(u-r)_0$ has a lower dispersion (bottom left panel).

In the right panels (Fig. 4), we also show the comparison between distances estimated with the relation from D11 and each calibration defined in the present work. For consistency with D11's relation, only stars bluer than $(g-r)_0 = 0$ were considered, and we rejected stars with BHB probabilities of less than 0.99 to reduce the number of misclassified stars. The new calibration using color $(g-r)_0$ provides distances about 5% larger than D11's for the reddest stars, while the other end of the color window attains a relative difference of up to 9% (top right panel). For the color $(u-r)_0$, the scatter is more uniform and much larger for the bluest stars (bottom right panel).

When comparing with purely astrometric heliocentric distances, there is a considerable scatter, even for stars closer than 5 kpc. For this comparison, we selected stars with relative parallax uncertainty from Gaia EDR3⁷ in the interval $0 < \sigma_\varpi/\varpi < 0.2$, re-normalized unit weight errors within the recommended range ($\text{RUWE} < 1.4$; Lindgren 2018), and also a BHB probability greater than 0.99 (> 300 stars). In Fig. 5, we show the comparison between geometric (left) and photogeometric (right) distances provided by Bailer-Jones et al. (2021) and our calibration using $(u-r)_0$ color. For fainter stars, both Bailer-Jones et al.'s (2021) distances are frequently underestimated. The gray region indicates the interval within 20% of distance in the respective horizontal axes, and we find 65% of the stars when using photogeometric estimates and 54% with the purely geometric outside it. Gaia's parallax measurements potentially are not accurate enough for these BHBs and so the final results are not representative of the sample (since the distances inferred from Bayesian methods are strongly dependent on the measured parallax). We also point out that this effect is unlikely the consequence of an inappropriate classification since 94% of the stars possess $\log g_{\text{ADOP}} < 3.6$ and would receive the same label by Santucci et al.'s (2015a) method. Finally, we cannot endorse the compatibility between D11's distances for BHB stars found in the Pristine survey (Starkenburger et al. 2019) and Gaia DR2's parallaxes. As the Pristine data are not publicly

available, it is not possible to evaluate whether the difference is due to the BHB sample used.

Similar inconsistencies between photometric and astrometric-inferred distances were also observed by previous works. Using OB stars, Shull & Danforth (2019) noted an increase in the discrepancies at $d > 1.5$ kpc, with B-type stars showing smaller values of distances when considering parallaxes alone. Our A-type stars sample seems to follow this same trend.

4. DISCUSSION & SUMMARY

Since the last absolute magnitude calibration published for BHB stars we had the advent of Gaia data, which allowed us to review the previous relationship thanks to the better characterization of globular clusters (Vasiliev & Baumgardt 2021).

Using data from the SSPP catalog, we obtained a sample of ~ 5700 BHB stars implementing the GMM algorithm. This new approach is an alternative to the previous individual Gaussian fits, as it is clear that they do not distinguish the latest SSPP log g distribution properly (Fig. 1).

To find which kind of function better describes the distribution of BHBs in the CMD, we used a software for implementing symbolic regression. We suggest two new color-magnitude calibrations based on photometry, including a relation with $(u-r)_0$ color that has not been used before. This calibration provides more accurate estimates than $(g-r)_0$ color in most cases. For the bluest stars, the differences can exceed 10% of nominal values (Eq. 2). However, this difference decreases for redder and more distant stars. Here, we show that the calibrations can be simpler and achieve an acceptable result, very similar to those from D11's relation.

We noted substantial differences between photometric and geometric/photogeometric distances. A possibility would be inaccurate estimates of log g provided by SEGUE, as it was mainly designed for cool stars ($T_{\text{eff}} < 7500$ K). However, Santucci et al. (2015a) showed that this is unlikely to be the case. It could also be due to an incorrect value of extinction for the SDSS photometry, yet it also does not seem to explain the disparity. Most stars were observed in regions of low extinction and we could not find any relation between the extinction values and the inconsistency observed. The observed differences also lead us to believe that measured parallaxes for these stars could be unreliable, as there is no agreement between the distance estimates even for the closest stars. It would be interesting to investigate whether the same discrepancy can be observed with other halo tracers.

The new sample made available here can help to improve results already known about the structures of the Milky Way stellar halo. For example, these BHBs can be used to revisit the duality of the stellar halo or re-evaluate the Galaxy's mass estimate.

⁷ Gaia Collaboration (2020).

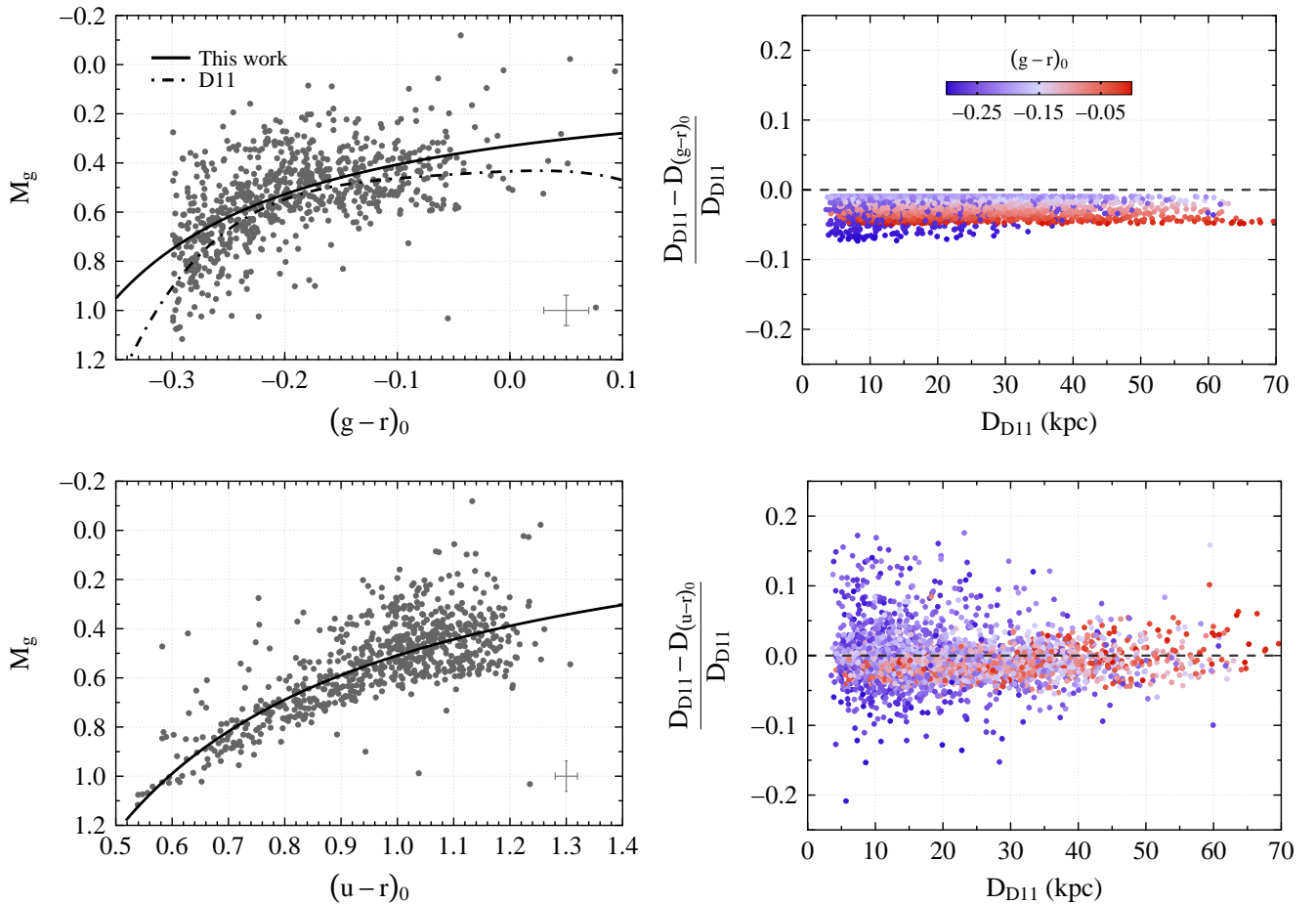


Figure 4. Left panels: color–magnitude diagrams showing BHBs used to define the calibrations. Dash-dotted line represents the polynomial fit defined in D11. Solid lines represent the calibration for $(g-r)_0$ and $(u-r)_0$ color presented in this work (Eq. 1 and 2, respectively, from top to bottom). Median errors of the data are indicated in the bottom right corner of each panel. Right panels: difference between distances calculated with D11’s calibration and those presented in this work, respectively $(g-r)_0$ (top) and $(u-r)_0$ (bottom).

ACKNOWLEDGMENTS

We thank the anonymous referee for the careful review and all the suggestions, which greatly improved our work. This research was financed with public funds, without which it would not have been possible. F.O.B. acknowledges CAPES (PROEX; Proc. 88887.604787/2021-00). R.M.S. acknowledges CNPq (Proc. 306667/2020-7). S.R. acknowledges partial financial support from FAPESP (Proc. 2015/50374-0 and 2014/18100-4), CAPES, and CNPq. G.L. acknowledges FAPESP (Proc. 2021/10429-0). A.P.-V. acknowledges the DGAPA-PAPIIT grant IA103122. H.D.P. thanks FAPESP (Procs. 2018/21250-9 and 2022/04079-0).

This work has made use of data from the European Space Agency (ESA) mission Gaia (<https://www.cosmos.esa.int/gaia>), processed by the Gaia Data Processing and Analysis Consortium (DPAC, <https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/dpac/consortium>).

Funding for the DPAC has been provided by national institutions, in particular the institutions participating in the Gaia Multilateral Agreement.

Funding for the Sloan Digital Sky Survey IV has been provided by the Alfred P. Sloan Foundation, the U.S. Department of Energy Office of Science, and the Participating Institutions. SDSS acknowledges support and resources from the Center for High-Performance Computing at the University of Utah. The SDSS web site is www.sdss.org. SDSS is managed by the Astrophysical Research Consortium for the Participating Institutions of the SDSS Collaboration including the Brazilian Participation Group, the Carnegie Institution for Science, Carnegie Mellon University, Center for Astrophysics — Harvard & Smithsonian (CfA), the Chilean Participation Group, the French Participation Group, Instituto de Astrofísica de Canarias, The Johns Hopkins University, Kavli Institute for the Physics and Mathematics

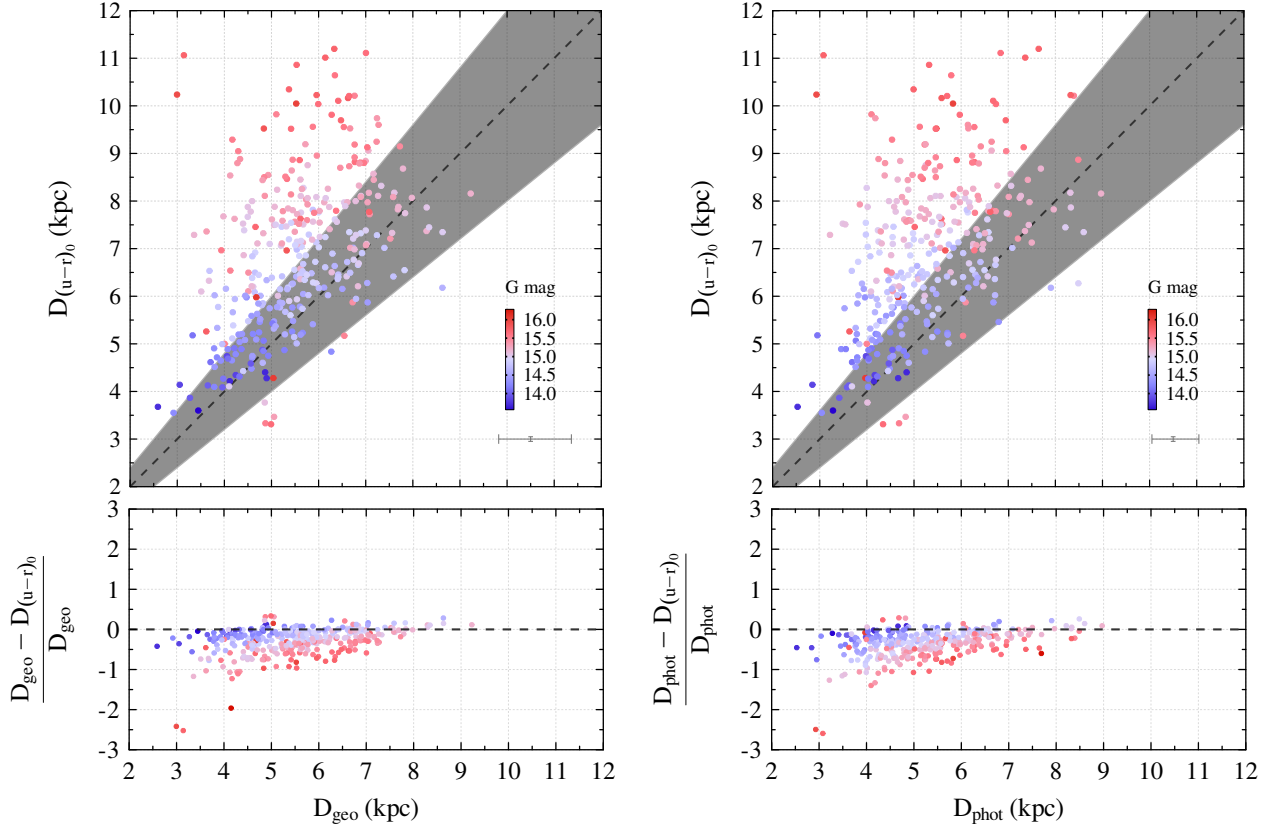


Figure 5. Comparison between the distances estimated by Eq. 2 ($D_{(u-r)_0}$), geometric (D_{geo} , left) and photogeometric (D_{phot} , right) distances from Bailer-Jones et al. (2021). Colors indicate Gaia G magnitude and gray area indicates the region of $1 - \sigma$. Median errors are indicated in the bottom right corner of the top panels.

of the Universe (IPMU) / University of Tokyo, the Korean Participation Group, Lawrence Berkeley National Laboratory, Leibniz Institut für Astrophysik Potsdam (AIP), Max-Planck-Institut für Astronomie (MPIA Heidelberg), Max-Planck-Institut für Astrophysik (MPA Garching), Max-Planck-Institut für Extraterrestrische Physik (MPE), National Astronomical Observatories of China, New Mexico State University, New York University, University of Notre Dame, Observatório Nacional / MCTI, The Ohio State University, Pennsylva-

nia State University, Shanghai Astronomical Observatory, United Kingdom Participation Group, Universidad Nacional Autónoma de México, University of Arizona, University of Colorado Boulder, University of Oxford, University of Portsmouth, University of Utah, University of Virginia, University of Washington, University of Wisconsin, Vanderbilt University, and Yale University.

This research has also made use of RStudio (RStudio Team 2022) and TOPCAT (<http://www.starlink.ac.uk/topcat/>, Taylor 2005).

REFERENCES

- Ahn, C. P., Alexandroff, R., Allende Prieto, C., et al. 2012, *ApJS*, 203, 21, doi: [10.1088/0067-0049/203/2/21](https://doi.org/10.1088/0067-0049/203/2/21)
- Ahumada, R., Prieto, C. A., Almeida, A., et al. 2020, *ApJS*, 249, 3, doi: [10.3847/1538-4365/ab929e](https://doi.org/10.3847/1538-4365/ab929e)
- Aihara, H., Allende Prieto, C., An, D., et al. 2011, *ApJS*, 193, 29, doi: [10.1088/0067-0049/193/2/29](https://doi.org/10.1088/0067-0049/193/2/29)
- An, D., Johnson, J. A., Clem, J. L., et al. 2008, *ApJS*, 179, 326, doi: [10.1086/592090](https://doi.org/10.1086/592090)
- Ashok, D., Scott, J., Wetzell, S., Panju, M., & Ganesh, V. 2020, arXiv e-prints, arXiv:2010.11328. <https://arxiv.org/abs/2010.11328>
- Bailer-Jones, C. A. L., Rybizki, J., Fouvésneau, M., Demleitner, M., & Andrae, R. 2021, *AJ*, 161, 147, doi: [10.3847/1538-3881/abd806](https://doi.org/10.3847/1538-3881/abd806)
- Belokurov, V., Erkal, D., Evans, N. W., Koposov, S. E., & Deason, A. J. 2018, *MNRAS*, 478, 611, doi: [10.1093/mnras/sty982](https://doi.org/10.1093/mnras/sty982)

- Belokurov, V., & Koposov, S. E. 2016, *MNRAS*, 456, 602, doi: [10.1093/mnras/stv2688](https://doi.org/10.1093/mnras/stv2688)
- Belokurov, V., Koposov, S. E., Evans, N. W., et al. 2014, *MNRAS*, 437, 116, doi: [10.1093/mnras/stt1862](https://doi.org/10.1093/mnras/stt1862)
- Bird, S. A., Xue, X.-X., Liu, C., et al. 2022, arXiv e-prints, arXiv:2207.08839. <https://arxiv.org/abs/2207.08839>
- Brown, A. G. A. 2021, *ARA&A*, 59, doi: [10.1146/annurev-astro-112320-035628](https://doi.org/10.1146/annurev-astro-112320-035628)
- Cacciari, C. 1999, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 167, *Harmonizing Cosmic Distance Scales in a Post-HIPPARCOS Era*, ed. D. Egret & A. Heck, 140–160
- Chira, M., & Plionis, M. 2019, *MNRAS*, 490, 5904, doi: [10.1093/mnras/stz2885](https://doi.org/10.1093/mnras/stz2885)
- Clewley, L., Warren, S. J., Hewett, P. C., et al. 2002, *MNRAS*, 337, 87, doi: [10.1046/j.1365-8711.2002.05864.x](https://doi.org/10.1046/j.1365-8711.2002.05864.x)
- Deason, A. J., Belokurov, V., & Evans, N. W. 2011, *MNRAS*, 416, 2903, doi: [10.1111/j.1365-2966.2011.19237.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2011.19237.x)
- Deason, A. J., Belokurov, V., Koposov, S. E., et al. 2017, *MNRAS*, 470, 1259, doi: [10.1093/mnras/stx1301](https://doi.org/10.1093/mnras/stx1301)
- Deason, A. J., Belokurov, V., Koposov, S. E., & Lancaster, L. 2018, *ApJL*, 862, L1, doi: [10.3847/2041-8213/aad0ee](https://doi.org/10.3847/2041-8213/aad0ee)
- Deason, A. J., Belokurov, V., Evans, N. W., et al. 2012, *MNRAS*, 425, 2840, doi: [10.1111/j.1365-2966.2012.21639.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2012.21639.x)
- Deason, A. J., Erkal, D., Belokurov, V., et al. 2021, *MNRAS*, 501, 5964, doi: [10.1093/mnras/staa3984](https://doi.org/10.1093/mnras/staa3984)
- Delahaye, D., Chaimatanan, S., & Mongeau, M. 2019, in *International Series in Operations Research & Management Science (ISOR)*, Vol. 272, *Handbook of Metaheuristics*, ed. M. Gendreau & J.-Y. Potvin (Springer), 1–35. ISBN 978–3–319–91085–7, doi: [10.1007/978-3-319-91086-4_1](https://doi.org/10.1007/978-3-319-91086-4_1)
- Dempster, A. P., Laird, N. M., & Rubin, D. B. 1977, *J. R. Stat. Soc. B*, 39, 1, doi: <https://doi.org/10.1111/j.2517-6161.1977.tb01600.x>
- Donlon, Thomas, I., Newberg, H. J., Sanderson, R., & Widrow, L. M. 2020, *ApJ*, 902, 119, doi: [10.3847/1538-4357/abb5f6](https://doi.org/10.3847/1538-4357/abb5f6)
- Erkal, D., Deason, A. J., Belokurov, V., et al. 2021, *MNRAS*, 506, 2677, doi: [10.1093/mnras/stab1828](https://doi.org/10.1093/mnras/stab1828)
- Fermani, F., & Schönrich, R. 2013, *MNRAS*, 430, 1294, doi: [10.1093/mnras/sts703](https://doi.org/10.1093/mnras/sts703)
- Gaia Collaboration. 2020, *Gaia Source Catalogue EDR3*, IPAC, doi: [10.26131/IRSA541](https://doi.org/10.26131/IRSA541)
- Gaia Collaboration, Prusti, T., de Bruijne, J. H. J., et al. 2016, *A&A*, 595, A1, doi: [10.1051/0004-6361/201629272](https://doi.org/10.1051/0004-6361/201629272)
- Gaia Collaboration, Brown, A. G. A., Vallenari, A., et al. 2021, *A&A*, 649, A1, doi: [10.1051/0004-6361/202039657](https://doi.org/10.1051/0004-6361/202039657)
- Hayes, D. S., & Philip, A. G. D. 1979, *PASP*, 91, 71, doi: [10.1086/130444](https://doi.org/10.1086/130444)
- Helmi, A. 2020, *ARA&A*, 58, 205, doi: [10.1146/annurev-astro-032620-021917](https://doi.org/10.1146/annurev-astro-032620-021917)
- Koppelman, H., Helmi, A., & Veljanoski, J. 2018, *ApJL*, 860, L11, doi: [10.3847/2041-8213/aac882](https://doi.org/10.3847/2041-8213/aac882)
- Lancaster, L., Koposov, S. E., Belokurov, V., Evans, N. W., & Deason, A. J. 2019, *MNRAS*, 486, 378, doi: [10.1093/mnras/stz853](https://doi.org/10.1093/mnras/stz853)
- Leavitt, H. S., & Pickering, E. C. 1912, *Harvard College Observatory Circular*, 173, 1
- Lee, Y. S., Beers, T. C., Sivarani, T., et al. 2008a, *AJ*, 136, 2022, doi: [10.1088/0004-6256/136/5/2022](https://doi.org/10.1088/0004-6256/136/5/2022)
- . 2008b, *AJ*, 136, 2050, doi: [10.1088/0004-6256/136/5/2050](https://doi.org/10.1088/0004-6256/136/5/2050)
- Li, T. S., Ji, A. P., Pace, A. B., et al. 2022, *ApJ*, 928, 30, doi: [10.3847/1538-4357/ac46d3](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ac46d3)
- Lindgren, L. 2018, http://www.rssd.esa.int/doc_fetch.php?id=3757412
- Malhan, K., Ibata, R. A., & Martin, N. F. 2018, *MNRAS*, 481, 3442, doi: [10.1093/mnras/sty2474](https://doi.org/10.1093/mnras/sty2474)
- Martin, N. F., Venn, K. A., Aguado, D. S., et al. 2022, *Nature*, 601, 45, doi: [10.1038/s41586-021-04162-2](https://doi.org/10.1038/s41586-021-04162-2)
- Myeong, G. C., Evans, N. W., Belokurov, V., Sanders, J. L., & Koposov, S. E. 2018, *ApJL*, 856, L26, doi: [10.3847/2041-8213/aab613](https://doi.org/10.3847/2041-8213/aab613)
- Peñarrubia, J., & Petersen, M. S. 2021, *MNRAS*, 508, L26, doi: [10.1093/mnras/slabb090](https://doi.org/10.1093/mnras/slabb090)
- Pedregosa, F., Varoquaux, G., Gramfort, A., et al. 2011, *Journal of Machine Learning Research*, 12, 2825
- Petersen, M. S., & Peñarrubia, J. 2021, *Nature Astronomy*, 5, 251, doi: [10.1038/s41550-020-01254-3](https://doi.org/10.1038/s41550-020-01254-3)
- Pier, J. R. 1983, *ApJS*, 53, 791, doi: [10.1086/190910](https://doi.org/10.1086/190910)
- Preston, G. W., Shectman, S. A., & Beers, T. C. 1991, *ApJ*, 375, 121, doi: [10.1086/170175](https://doi.org/10.1086/170175)
- Rockosi, C. M., Lee, Y. S., Morrison, H. L., et al. 2022, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 259, 60, doi: [10.3847/1538-4365/ac5323](https://doi.org/10.3847/1538-4365/ac5323)
- RStudio Team. 2022, *RStudio: Integrated Development Environment for R*, RStudio, PBC, Boston, MA, <http://www.rstudio.com/>
- Santucci, R. M., Placco, V. M., Rossi, S., et al. 2015a, *ApJ*, 801, 116, doi: [10.1088/0004-637X/801/2/116](https://doi.org/10.1088/0004-637X/801/2/116)
- Santucci, R. M., Beers, T. C., Placco, V. M., et al. 2015b, *ApJL*, 813, L16, doi: [10.1088/2041-8205/813/1/L16](https://doi.org/10.1088/2041-8205/813/1/L16)
- Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, *ApJ*, 500, 525, doi: [10.1086/305772](https://doi.org/10.1086/305772)
- Sersic, J. L. 1968, *Atlas de Galaxias Australes* (Universidad Nacional de Cordoba: Observatorio Astronomico)
- Shapley, H. 1916, *ApJ*, 43, 217, doi: [10.1086/142246](https://doi.org/10.1086/142246)

- Shull, J. M., & Danforth, C. W. 2019, *ApJ*, 882, 180, doi: [10.3847/1538-4357/ab357d](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ab357d)
- Sirko, E., Goodman, J., Knapp, G. R., et al. 2004, *AJ*, 127, 899, doi: [10.1086/381483](https://doi.org/10.1086/381483)
- Starkenburger, E., Youakim, K., Martin, N., et al. 2019, *MNRAS*, 490, 5757, doi: [10.1093/mnras/stz2935](https://doi.org/10.1093/mnras/stz2935)
- Taylor, M. B. 2005, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 347, *Astronomical Data Analysis Software and Systems XIV*, ed. P. Shopbell, M. Britton, & R. Ebert, 29
- Thomas, G. F., McConnachie, A. W., Ibata, R. A., et al. 2018, *MNRAS*, 481, 5223, doi: [10.1093/mnras/sty2604](https://doi.org/10.1093/mnras/sty2604)
- Utkin, N. D., & Dambis, A. K. 2020, *MNRAS*, 499, 1058, doi: [10.1093/mnras/staa2819](https://doi.org/10.1093/mnras/staa2819)
- Valcarce, A. A. R., & Catelan, M. 2008, *A&A*, 487, 185, doi: [10.1051/0004-6361:20078231](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20078231)
- Vasiliev, E., & Baumgardt, H. 2021, *MNRAS*, 505, 5978, doi: [10.1093/mnras/stab1475](https://doi.org/10.1093/mnras/stab1475)
- Vickers, J. J., Grebel, E. K., & Huxor, A. P. 2012, *AJ*, 143, 86, doi: [10.1088/0004-6256/143/4/86](https://doi.org/10.1088/0004-6256/143/4/86)
- Wang, S., & Chen, X. 2019, *ApJ*, 877, 116, doi: [10.3847/1538-4357/ab1c61](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ab1c61)
- Wenger, M., Ochsenbein, F., Egret, D., et al. 2000, *A&AS*, 143, 9, doi: [10.1051/aas:2000332](https://doi.org/10.1051/aas:2000332)
- Whitten, D. D., Beers, T. C., Placco, V. M., et al. 2019, *ApJ*, 884, 67, doi: [10.3847/1538-4357/ab4269](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ab4269)
- Wu, W., Zhao, G., Xue, X.-X., Bird, S. A., & Yang, C. 2022, *ApJ*, 924, 23, doi: [10.3847/1538-4357/ac31ac](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ac31ac)
- Xue, X. X., Rix, H. W., Zhao, G., et al. 2008, *ApJ*, 684, 1143, doi: [10.1086/589500](https://doi.org/10.1086/589500)
- Xue, X.-X., Rix, H.-W., Yanny, B., et al. 2011, *ApJ*, 738, 79, doi: [10.1088/0004-637X/738/1/79](https://doi.org/10.1088/0004-637X/738/1/79)
- Yanny, B., Rockosi, C., Newberg, H. J., et al. 2009, *AJ*, 137, 4377, doi: [10.1088/0004-6256/137/5/4377](https://doi.org/10.1088/0004-6256/137/5/4377)
- York, D. G., Adelman, J., Anderson, John E., J., et al. 2000, *AJ*, 120, 1579, doi: [10.1086/301513](https://doi.org/10.1086/301513)
- Yuan, Z., Chang, J., Beers, T. C., & Huang, Y. 2020, *ApJL*, 898, L37, doi: [10.3847/2041-8213/aba49f](https://doi.org/10.3847/2041-8213/aba49f)
- Yuan, Z., Smith, M. C., Xue, X.-X., et al. 2019, *ApJ*, 881, 164, doi: [10.3847/1538-4357/ab2e09](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ab2e09)
- Yuan, Z., Malhan, K., Sestito, F., et al. 2022, *ApJ*, 930, 103, doi: [10.3847/1538-4357/ac616f](https://doi.org/10.3847/1538-4357/ac616f)

APPENDIX

 A. FITTING THE HORIZONTAL BRANCH WITH $[\text{Fe}/\text{H}]$

For the analysis of dependence of metallicity, we have a smaller sample of stars than the one used for the calibrations, about 40 stars from the original sample were available in the SSPP data. The same procedure was done with both the pure photometric sample and this one cross-matched with SSPP.

Each solution evaluation (considering different input variables) was taken in a period of approximately 10 min, which is enough for the convergence of several solutions, as TuringBot needs less time to converge than other similar softwares (Ashok et al. 2020). The hardware involved in this process is highly important for the convergence time. In our case, the program was executed in a computer with an AMD Ryzen 7 2700 processor, with 16 threads, all used at once. Tests were also made by running the program longer and no significant improvement was observed.

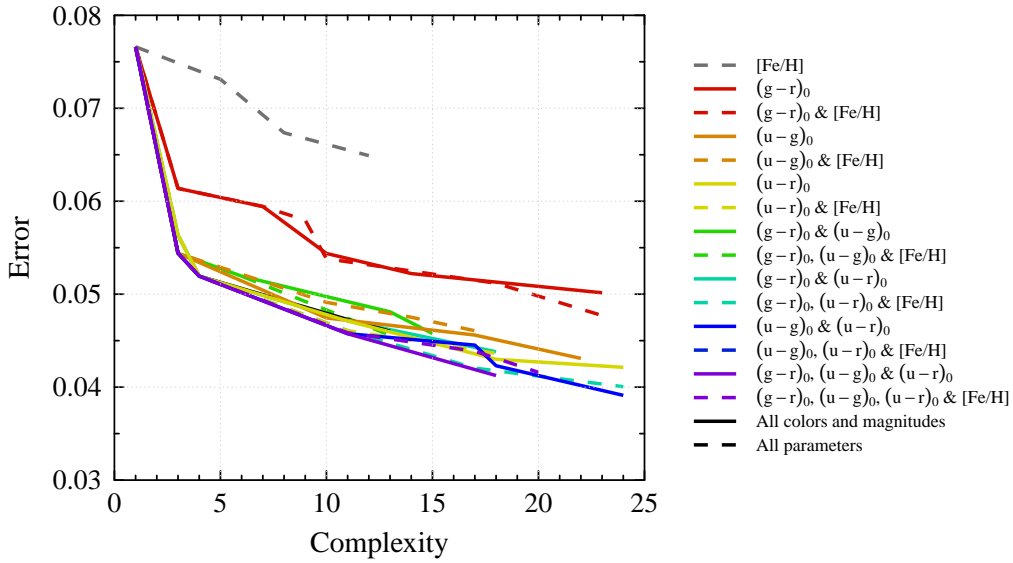


Figure 6. Error comparison between fits for some combinations of magnitudes, colors, and $[\text{Fe}/\text{H}]$ from TuringBot.

Figure 6 shows how the error decreases with the increase of the complexity of the functions (see Section 3.2 for the definition of “complexity”). Some fits coincide since the program can create colors from magnitudes, if it is better than the magnitudes alone, and not use all the variables provided. This is the reason why the line for all the parameters is not visible. We can see that, for equations up to complexity 25, there is no advantage of adding the metallicity information as we can achieve similar errors using only magnitudes.

B. GLOBULAR CLUSTER DISTANCES

Figure 7 presents a boxplot for the distances obtained with both calibrations and the one from D11 compared to those provided by Vasiliev & Baumgardt (2021). The size of each box represent the spread (25th and 75th quartiles) and the center line indicates the median value. The number of stars in each cluster is displayed above their NGC identifier.

The overall results indicate that Eq. 2 is in general more accurate than D11’s relation. This conclusion is supported by better distance predictions where 10 of the 11 globular clusters were better constrained with Eq. 2. The calibration with color $(u-r)_0$ revealed to be more accurate than using the relation provided in this work for color $(g-r)_0$, as nine clusters present lower dispersion and eight clusters show medians close to zero when using the former color. NGC2416 was the only cluster where the color $(g-r)_0$ presented a better performance, however, this cluster was represented by only 9 members and therefore this result may be due to sub-sampling. The sample considered has a bias to closer cluster, which is apparent by huge distance gap between NGC2416, the farthest cluster, and NGC5466, the penultimate. Therefore, we cannot ascertain whether or not the accuracy of distances estimated using color $(u-r)_0$ varies with the distance.

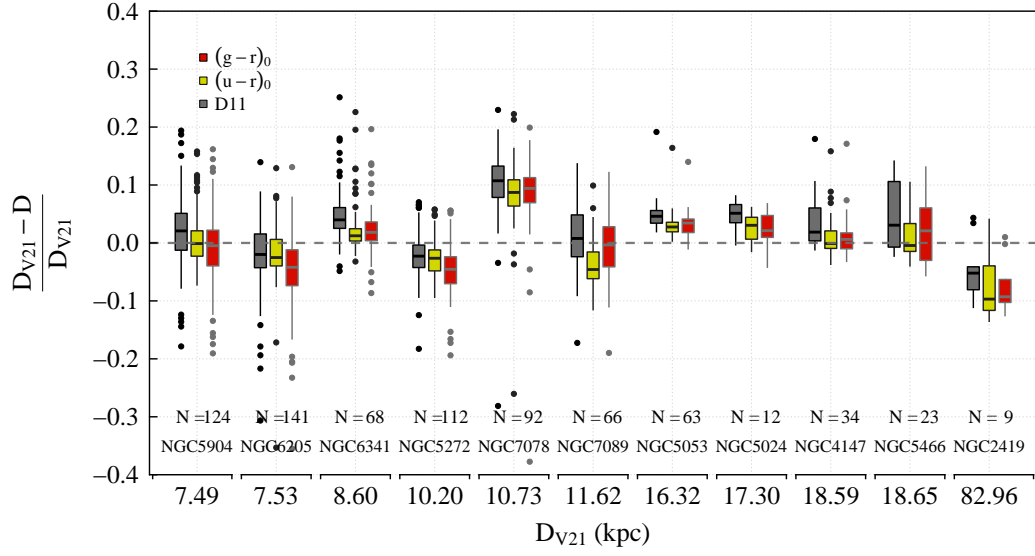


Figure 7. Boxplot for relative distance difference using each calibration presented in this work (Eq. 1 and Eq. 2) and that from $D11$. D_{V21} is the distance provided by [Vasiliev & Baumgardt \(2021\)](#), inferred from Gaia EDR3 data. The number of data points in each cluster is displayed at the bottom of the panel.