

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

Raphael Augusto Pereira de Oliveira

**Múltiplas populações com filtros UV do
Telescópio Espacial Hubble e ajuste de
isócronas em aglomerados globulares do Bojo**

São Paulo

2019

Raphael Augusto Pereira de Oliveira

Múltiplas populações com filtros UV do Telescópio Espacial Hubble e ajuste de isócronas em aglomerados globulares do Bojo

Dissertação 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 Beatriz L. S. Barbuy

Co-orientador: Prof. Dr. Leandro O. Kerber

Versão Corrigida. O original encontra-se disponível na Unidade.

São Paulo

2019

Aos desafios enfrentados pela Ciência brasileira.

Agradecimentos

À minha família, por sempre acreditar em mim e não medir esforços para que eu realize meus sonhos e que eu seja feliz acima de tudo. Sem vocês, nada disso seria possível;

À minha namorada, Gabrielle, por me acompanhar e incentivar em todos os momentos. Que não falem experiências felizes em nossa vida;

À minha orientadora, Prof.^a Beatriz Barbuy, pela agradável orientação e ensinamentos preciosos, e por estar disponível em todos os momentos. É para mim um motivo de grande orgulho poder aprender com uma das melhores cientistas brasileiras;

Ao meu co-orientador, Leandro Kerber, que nos guiou e inspirou com sua experiência, carisma e dom para ensinar, mesmo quando teve que voltar a Ilhéus;

Aos meus companheiros de pesquisa: Stefano, Angeles e Francisco, pela amizade, por compartilharem seus conhecimentos e experiências, e me ensinarem que não se faz Ciência sozinho;

Aos pesquisadores que colaboraram com o desenvolvimento de minha pesquisa e, especialmente, à colaboração do *HST* UV Legacy Survey, responsáveis pelos dados;

À Prof.^a Silvia, relatora do meu projeto de Mestrado, pelas sugestões e pelo carinho;

Aos membros da banca examinadora (Prof. João Francisco, Prof.^a Silvia e Prof. Francisco), pelo interesse e disponibilidade da participação e pelas contribuições feitas acerca desta monografia;

Aos meus eternos amigos, que fazem parte da minha história;

A todos os professores que contribuíram para a minha formação, por terem escolhido a mais nobre de todas as profissões;

À CAPES, pelo apoio financeiro, sob o processo nº 1681683, e pelo apoio a milhares de pesquisas de qualidade desenvolvidas em nosso País, juntamente com a CNPq, a FAPESP

e as outras agências estaduais. Além disso, agradeço aos auxílios financeiros prestados por meio do Programa de Excelência Acadêmica da CAPES (PROEX). Ciência não é gasto, é investimento;

À Universidade de São Paulo e, em especial, ao Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas, por proporcionarem um ambiente aconchegante de discussão e desenvolvimento de pesquisas de alto nível;

Aos funcionários da Secretaria e da Informática do Departamento de Astronomia, por serem sempre tão atenciosos e prestativos.

“Somewhere, something incredible is waiting to be known.”

Carl Sagan, 1977

*“We are just an advanced breed of monkeys on a minor planet of a very average star.
But we can understand the Universe. That makes us something very special.”*

Stephen Hawking, *Der Spiegel*, 1988

Resumo

Os aglomerados globulares (GCs) são laboratórios essenciais no estudo da formação e evolução quimiodinâmica da Via Láctea, pois formaram-se durante os episódios iniciais de formação estelar das galáxias. Na última década, evidências observacionais fotométricas e espectroscópicas têm desafiado o paradigma clássico da formação dos GCs em um episódio único de formação estelar, dando origem ao debate sobre as múltiplas populações estelares. Com o objetivo de explorar esse fenômeno, o programa do Telescópio Espacial Hubble GO-13297 (“UV Legacy Survey of Galactic Globular Clusters”, PI G. Piotto) obteve fotometria para 57 GCs com os filtros UV/azul F275W, F336W e F438W (WFC3/UVIS), sensíveis às variações nas abundâncias de CNO e, portanto, capazes de distinguir múltiplas populações ao longo dos diagramas cor-magnitude. Combinados com fotometria anterior nos filtros do óptico F606W e F814W (programa GO-10775, PI A. Sarajedini), eles formam uma base de dados fotométricos sem precedentes para GCs. Este trabalho expõe a análise de sete desses aglomerados, sendo seis do Bojo Galáctico (NGC 6304, NGC 6624, NGC 6637, NGC 6652, NGC 6717 e NGC 6723) e um localizado no Halo interno para referência (NGC 6362). A amostra é representativa dos dois picos na distribuição de metalicidades dos GCs do Bojo, em $[Fe/H] \sim -0.5$ e -1.0 . Adotou-se métodos homogêneos para a separação das múltiplas populações nos diferentes estágios evolutivos e para o ajuste de isócronas, com o intuito de analisar comparativamente os dois grupos de metalicidade e verificar se ocorre alguma diferença de idades detectável entre as múltiplas populações. Algoritmos de classificação com aprendizado de máquina, e métodos utilizando estatística Bayesiana (máxima verossimilhança e MCMC) foram implementados e uma ferramenta em `Python`, nomeada SIRIUS, foi desenvolvida pelo grupo. Os resultados apontam para uma tendência de idades maiores (~ 13 Gyr) para os GCs mais pobres em metais com ramo horizontal azul, comparado com

12.0 – 12.5 Gyr para os outros GCs. Os resultados para as múltiplas populações indicam idades ligeiramente mais altas para a primeira geração em geral, mas com diferenças menores que 400 Myr comparado com a segunda geração. O resultado de $13.14_{-0.43}^{+0.25}$ Gyr para o aglomerado NGC 6717 surpreende pois este é o aglomerado menos massivo da amostra, com maior fração de estrelas da primeira geração e com um ramo horizontal azul estendido: aspectos que o colocam como um dos objetos mais velhos da Galáxia. Esses resultados são bastante relevantes, com impactos diretos nos cenários de formação das partes centrais da Galáxia.

Palavras-chave: Aglomerados globulares. Diagramas cor-magnitude. Ajuste de isócronas. Bojo Galáctico. Telescópio Espacial Hubble.

Abstract

The globular clusters (GCs) are fundamental laboratories to study the formation and chemodynamical evolution of the Milky Way, as they formed during the initial episodes of star formation in galaxies. In the last decade, photometric and spectroscopic observational results have challenged the classical paradigm of GCs formation in a single star formation burst, giving rise to the debate about multiple stellar populations. With the purpose of better explore this phenomenon, the Hubble Space Telescope GO-13297 program (“UV Legacy Survey of Galactic Globular Clusters”, PI: G. Piotto) obtained photometry for 57 GCs with the UV/blue filters F275W, F336W and F438W (WFC3/UVIS), sensitive to variations in CNO abundances, and consequently able to distinguish multiple populations along the color-magnitude diagrams. Combined with previous photometry in the optical filters F606W and F814W (GO-10775 program, PI A. Sarajedini), they provide an unprecedented photometric database for GCs. This work presents the analysis of seven of these clusters, six of them from the Galactic Bulge (NGC 6304, NGC 6624, NGC 6637, NGC 6652, NGC 6717 and NGC 6723) and one located in the inner Halo for reference purposes (NGC 6362). This sample is representative of the two peaks in the metallicity distribution of Bulge GCs, with $[Fe/H] \sim -0.5$ and -1.0 . We adopted homogeneous methods to the separation of multiple populations in the different evolutionary stages and to the isochrone fitting, with the purpose of analyze comparatively the two metallicity groups, and check whether there occurs any detectable age difference between the multiple populations. Classification algorithms with machine learning, and methods using Bayesian statistics (maximum likelihood and MCMC) were implemented and a Python tool, named SIRIUS, was developed by the group. The results point to a trend of larger ages (~ 13 Gyr) for the more metal-poor clusters with a blue horizontal branch, compared with

12.0–12.5 Gyr for the other GCs. The results for the multiple populations indicate slightly larger ages for the first generation in general, but with differences lower than 400 Myr compared with the second generation. The result of $13.14_{-0.43}^{+0.25}$ Gyr for the cluster NGC 6717 is surprising because this is the least massive cluster of the sample, with the highest fraction of first generation stars and with a blue horizontal branch: features that place it as one of the oldest objects in the Galaxy. These results are quite relevant, with direct impacts on the formation scenarios of the innermost regions of the Galaxy.

Keywords: Globular clusters. Color-magnitude diagrams. Isochrone fitting. Galactic Bulge. Hubble Space Telescope.

Lista de Figuras

1.1	Visualizações de perfil e polar da Via Láctea	24
1.2	Formato de X do Bojo, evidenciado pelo WISE	26
1.3	Anticorrelação Na–O em 19 GCs de Carretta et al. (2009)	32
1.4	Múltiplas populações estelares em NGC 2808 e ω Cen	34
1.5	Ciclos CNO e cadeias NeNa e MgAl (anticorrelações)	35
1.6	Distribuição das metalicidades dos GCs galácticos e do Bojo	38
1.7	Exemplos de diagramas cor-magnitude e de Hertzsprung-Russell	40
1.8	Isócronas de PARSEC com variação de $[Fe/H]$ e idade	41
2.1	Distribuição espacial dos 57 GCs observados em GO-13297	45
2.2	Curvas de resposta dos filtros da WFC3/UVIS	46
2.3	Comparação do espectro de estrelas 1G e 2G	47
2.4	Campo de visão da WFC3 comparado aos raios de core e à meia-luz	49
2.5	Panorama do Gaia DR2 com a localização dos GCs	53
2.6	Composição colorida (ACS/WFC) dos três GCs ricos em metais	54
2.7	Composição colorida dos três GCs pobres em metais	56
2.8	NGC 6362 observado pelo MPG/ESO e pelo HST	57
2.9	Descontaminação da fotometria por movimento próprio	59
2.10	Avermelhamento diferencial no aglomerado NGC 6304	60
3.1	Envelopes azul e vermelho nas estrelas do RGB e MS	66
3.2	Mapa cromossomial de NGC 6723 com a divisão entre 1G e 2G	67
3.3	Exemplo da escolha do melhor hiperplano de divisão em dois subgrupos	68
3.4	Diagramas cor-cor com separação das múltiplas populações (Artigo IV)	71

3.5	Exemplo da convergência dos caminhantes aleatórios	79
3.6	Exemplo de <i>corner plot</i> da documentação da biblioteca <code>emcee</code>	80
3.7	Número de estrelas e erros fotométricos em função de m_{F606W}	81
3.8	Seleção das estrelas em cor e magnitude para o ajuste de isócronas	82
3.9	Resultado das diferenças em idades devido à difusão atômica	85
3.10	Exemplo de interpolação de isócronas de BaSTI em idades	86
4.1	Separação das estrelas por estágio evolutivo	89
4.2	Resultados da separação das MPs para NGC 6304	90
4.3	Resultados da separação das MPs para NGC 6624	91
4.4	Resultados da separação das MPs para NGC 6637	91
4.5	Resultados da separação das MPs para NGC 6652	92
4.6	Resultados da separação das MPs para NGC 6717	92
4.7	Resultados da separação das MPs para NGC 6723	92
4.8	Resultados da separação das MPs para NGC 6362	92
4.9	Correlações da massa e M_V com a fração de estrelas 1G	93
4.10	Correlações da Fig. 4.9 para 57 GCs (Milone et al., 2017)	94
4.11	Resultado da separação das múltiplas populações em três CMDs	95
4.12	Resultado do ajuste de isócronas sobre o CMD sintético de HP11	97
4.13	CMDs observado e sintético para NGC 6717	97
4.14	Resultado do ajuste de isócronas de DSED para NGC 6304	101
4.15	Resultado do ajuste de isócronas de DSED para NGC 6624	102
4.16	Resultado do ajuste de isócronas de DSED para NGC 6637	102
4.17	Resultado do ajuste de isócronas de DSED para NGC 6652	103
4.18	Resultado do ajuste de isócronas de DSED para NGC 6717	103
4.19	Resultado do ajuste de isócronas de DSED para NGC 6723	104
4.20	Resultado do ajuste de isócronas de DSED para NGC 6362	104
4.21	Relação entre idade e $[Fe/H]$ dos ajustes de isócrona	105
4.22	Classificação de estrelas variáveis e a faixa de instabilidade	107
4.23	Magnitude média das RR Lyrae em função do período	108
4.24	Determinação de $(m - M)_V$ a partir de RR Lyrae e calibração do Gaia	109
4.25	Exemplo das distribuições posteriores em idade no ajuste com MPs	111

A.1	Resultado do ajuste de isócronas de BaSTI para NGC 6304	141
A.2	Resultado do ajuste de isócronas de BaSTI para NGC 6624	142
A.3	Resultado do ajuste de isócronas de BaSTI para NGC 6637	142
A.4	Resultado do ajuste de isócronas de BaSTI para NGC 6652	143
A.5	Resultado do ajuste de isócronas de BaSTI para NGC 6717	143
A.6	Resultado do ajuste de isócronas de BaSTI para NGC 6723	144
A.7	Resultado do ajuste de isócronas de BaSTI para NGC 6362	144
B.1	Título, autores e resumo de Oliveira et al. (2018).	145
B.2	Título, autores e resumo de Kerber et al. (2019).	146
B.3	Título, autores e resumo de Maia et al., submetido para MNRAS.	147
B.4	Título, autores e resumo de Oliveira et al., em preparação.	148
B.5	Título, autores e resumo de Souza et al., em preparação.	149

Lista de Tabelas

2.1	Parâmetros dos aglomerados da amostra	52
2.2	Metalicidades e abundâncias, por espectroscopia de alta-resolução	52
4.1	Resultados para $N_{\text{IG}}/N_{\text{TOT}}$ e comparação com Milone et al. (2017)	91
4.2	Determinação de idades na literatura para os GCs da amostra	99
4.3	Resultados do ajuste de isócronas considerando população simples	100
4.4	Resultado da análise das RR Lyrae, comparado com o ajuste de isócronas .	110
4.5	Resultado do ajuste de isócronas para múltiplas populações	110

Notação

Na presente dissertação, adota-se o ponto como separador decimal, segundo a notação norte-americana. Todas as siglas (geralmente em inglês) e grandezas físicas (com as respectivas unidades seguindo o padrão do Sistema Internacional de Unidades) aplicadas nesta dissertação, e frequentemente usadas na literatura, são listadas a seguir. Ademais, as componentes estruturais da Via Láctea (Bojo, Halo e Disco) são escritas com a primeira letra em maiúscula.

Siglas e abreviaturas

- ACS/WFC – *Advanced Camera for Survey, Wide Field Camera*
- AGB – Ramo assintótico das gigantes (*Asymptotic Giant Branch*)
- BHB/RHB – Ramo horizontal azul/vermelho (*Blue/Red Horizontal Branch*)
- CMD – Diagrama cor-magnitude (*Color-Magnitude Diagram*)
- DCC – Diagrama cor-cor (*Color-color diagram*)
- DR – Avermelhamento diferencial (*Differential Reddening*)
- FoV – Campo de visão do telescópio (*Field of View*)
- GC – Aglomerado globular (*Globular Cluster*)
- GMM – Modelo de mistura de gaussianas (*Gaussian Mixture Model*)
- GSAOI – Imageador de óptica adaptativa do Gemini Sul (*Gemini South Adaptive Optics Imager*)
- HB – Ramo horizontal (*Horizontal Branch*)
- HST – Telescópio Espacial Hubble (*Hubble Space Telescope*)
- IMF – Função de massa inicial (*Initial Mass Function*)

- MCMC – Cadeias de Markov via Monte Carlo (*Markov Chain Monte Carlo*)
- MPs – Múltiplas populações estelares (*Multiple stellar Populations*)
- MS – Sequência principal (*Main Sequence*)
- MSTO – Ponto de saída da sequência principal (*Main Sequence TurnOff*)
- OC – Aglomerado aberto (*Open Cluster*)
- PI – Investigador principal (*Principal Investigator*)
- RGB – Ramo das gigantes vermelhas (*Red Giant Branch*)
- SGB – Ramo das subgigantes (*SubGiant Branch*)
- SIRIUS – *Statistical Inference of physical paRameters of sIngle and mUltiple popula-tions in Stellar clusters*
- SSP – População estelar simples (*Simple Stellar Population*)
- SVM – Máquina de vetores de suporte (*Support Vector Machine*)
- UVIS – *Ultraviolet and Visual Channel*
- WFC3 – *Wide Field Camera 3*

Grandezas físicas e unidades

- $C_{F275W,F336W,F438W}$: subtração das cores ($m_{F275W} - m_{F336W}$) e ($m_{F336W} - m_{F438W}$) utilizada na separação das múltiplas populações, chamada pseudo-cor
- d_{\odot} : distância heliocêntrica [kpc]. $1 \text{ kpc} = 10^3 \cdot 3.086 \cdot 10^{16} \text{ m}$
- $E(B - V)$: avermelhamento ou excesso de cor, devido à extinção interestelar
- m_X : magnitude aparente no filtro X
- M_V : magnitude visual absoluta
- M_{\odot} : massa do Sol, correspondente a $1.988 \cdot 10^{30} \text{ kg}$
- N_{1G}/N_{TOT} : Fração de estrelas da primeira geração
- R_{GC} : distância galactocêntrica [kpc]

Sumário

1. <i>Introdução</i>	23
1.1 Formação e evolução das estruturas Galácticas	23
1.2 Cenários de formação de aglomerados globulares	29
1.3 Múltiplas populações estelares em aglomerados globulares	31
1.3.1 Implicação das múltiplas populações na formação do aglomerado . .	34
1.3.2 Questões em aberto	37
1.4 O Bojo e seus aglomerados globulares	37
1.5 Ajuste de isócronas para derivação de idades	39
1.6 Objetivos e estrutura da dissertação	42
2. <i>Dados: Programa GO-13297 (PI G. Piotto)</i>	45
2.1 Artigos publicados dentro da colaboração	49
2.2 Amostra dos sete aglomerados do Bojo e Halo interno	51
2.2.1 NGC 6304, NGC 6624 e NGC 6637 (M69)	53
2.2.2 NGC 6652, NGC 6717 (Pal 9) e NGC 6723	55
2.2.3 NGC 6362	56
2.3 Redução de dados, movimento próprio e avermelhamento diferencial	58
3. <i>Metodologia</i>	63
3.1 Separação das múltiplas populações estelares	64
3.1.1 Mapas cromossomiais (estrelas do RGB e MS)	64
3.1.2 Diagramas cor-cor (estrelas do SGB)	70
3.1.3 Algoritmos de classificação com aprendizado de máquina	71
3.2 O código SIRIUS: Ajuste de isócronas via inferência Bayesiana	73

3.2.1	Inferência Bayesiana: teorema de Bayes, verossimilhança e <i>priors</i>	75
3.2.2	Cadeias de Markov via Monte Carlo (<i>emcee</i>)	77
3.2.3	Seleção de estrelas para o ajuste de isócronas	80
3.2.4	Modelos de evolução estelar, interpolações e correção	83
4.	<i>Resultados e discussão</i>	89
4.1	Separação das múltiplas populações estelares	89
4.2	Ajuste de isócronas via inferência Bayesiana	95
4.2.1	Testes de sanidade com CMDs sintéticos	95
4.2.2	Ajuste de isócronas considerando uma população simples	98
4.2.3	RR Lyrae: restrição nas distâncias e abundância em He	106
4.2.4	Ajuste de isócronas para as múltiplas populações	109
4.3	Discussão geral dos resultados	111
5.	<i>Conclusões e perspectivas</i>	115
	<i>Referências</i>	117
	<i>Apêndice</i>	139
A.	<i>Resultados dos ajustes de isócronas de BaSTI</i>	141
B.	<i>Artigos no período 2017-2018</i>	145
B.1	Oliveira, Bica e Bonatto, 2018, MNRAS (Graduação - IC)	145
B.2	Kerber, Libralato, Souza, et al. 2019, MNRAS (HP 1)	146
B.3	Maia, Dias, Santos Jr., et al. 2019, MNRAS (<i>minor revision</i>)	147
B.4	Oliveira, Souza, Kerber, et al. em preparação, ApJ	148
B.5	Souza, Oliveira, Kerber, et al. em preparação, PASA	149

Introdução

1.1 Formação e evolução das estruturas Galácticas

Nossa Galáxia, a Via Láctea, foi classificada por de Vaucouleurs (1970) como “SAB(rs)bc II”, seguindo a classificação morfológica de Hubble revisada; porém classificações mais recentes indicam “SB(rs)bc II” ou “SAB(rs)b II”, devido à alta massa de seu Bojo (Bland-Hawthorn e Gerhard, 2016; Barbuy et al., 2018). Trata-se, portanto, de uma galáxia espiral barrada (“SAB” corresponderia a uma estrutura central de barra menos desenvolvida), com os braços espirais partindo de um fraco anel de estrelas e gás em torno do núcleo, em um estágio intermediário entre “b” e “c” (divisão baseada na luminosidade relativa entre bojo e disco, no grau de enrolamento e regularidade dos braços, e no grau de resolução do disco e braços) e pertencente à classe de luminosidade II (de Vaucouleurs e Pence, 1978).

Em um gráfico cor-magnitude de galáxias, o qual apresenta a relação entre a magnitude absoluta e a massa da galáxia, a Via Láctea encontra-se no chamado “vale verde”, entre as populações “sequência vermelha” e “nuvem azul”. A formação estelar, poeira e histórico de enriquecimento em metais da galáxia são características determinantes para sua localização nesse diagrama, estando a Galáxia na região intermediária entre as galáxias vermelhas com população estelar velha e as azuis com formação estelar ativa e grandes reservas de gás (Baldry et al., 2006; Mutch et al., 2011; Bland-Hawthorn e Gerhard, 2016).

A Via Láctea, como as galáxias espirais em geral, apresenta três componentes principais: Halo, componente esférica dominada por uma população estelar velha e vários aglomerados globulares; Disco, componente plana com os braços espirais, que, segundo Gilmore e Reid (1983), pode ser subdividido em Disco fino (repleto de gás e poeira, com formação estelar ativa e dominado por uma população estelar azul e jovem) e Disco espesso (população mais

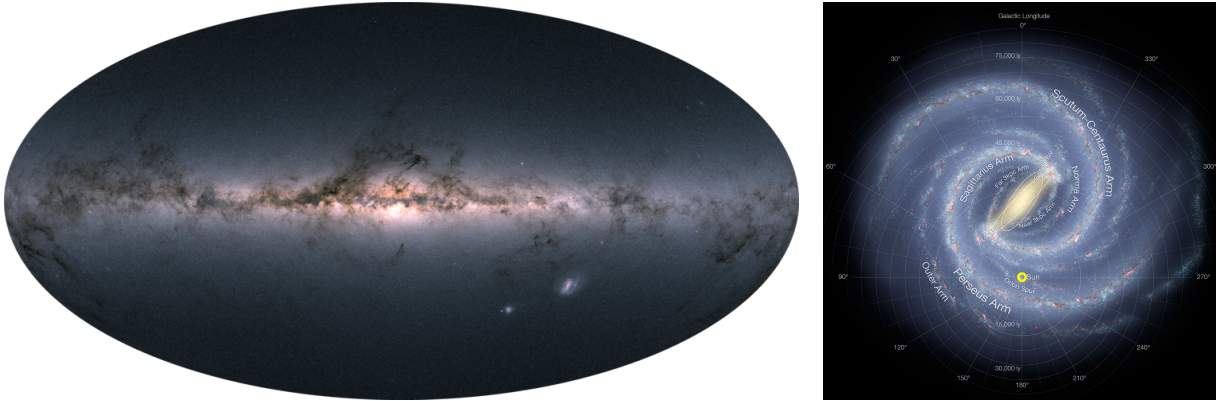


Figura 1.1: (Esquerda:) Mapa de estrelas da Via Láctea produzido com o Gaia DR2, baseado em medições de magnitudes e posições de 1.7 bilhões de estrelas. O Disco e o Bojo concentram a maior parte do brilho das estrelas e das nuvens de poeira e gás, sendo muitas delas berçários estelares. No canto inferior direito, estão a Grande e a Pequena Nuvem de Magalhães, galáxias anãs satélites da Via Láctea. (Direita:) Ilustração artística da Galáxia vista de cima, com os braços espirais e a barra central. O Sistema Solar (círculo amarelo) está localizado no Braço de Órion, estrutura menor entre os braços de Sagitário-Carina e de Perseus.

velha com altura entre 1 e 5 kpc além do plano Galáctico) segundo as diferenças químicas e cinemáticas; e o Bojo, região mais central e compacta, com alta extinção, população estelar enriquecida em elementos- α e contendo $\sim 40\%$ dos aglomerados globulares da Galáxia. Os elementos- α presentes no Bojo (O, Mg, Si e Ca), produzidos durante as fases hidrostáticas no núcleo de estrelas massivas e em supernovas do tipo II pelos processos de nucleossíntese chamados reações alfa, indicam uma escala de tempo muito curta para a formação do Bojo (ver artigo de revisão de Barbuy et al., 2018).

As componentes estruturais podem ser vistas na Figura 1.1. À esquerda, um panorama da Galáxia feito pelo satélite Gaia, em sua segunda liberação de dados (Gaia Collaboration et al., 2018)¹, baseada em medições de posição, brilho, paralaxe e movimento próprio para quase 2 bilhões de estrelas. À direita, uma ilustração artística² da Galáxia vista de cima, mostrando sua complexa estrutura de braços espirais e uma proeminente barra central. A barra foi observada inicialmente no infravermelho próximo com o satélite COBE (Blitz e Spergel, 1991, Cosmic Background Explorer). Existem na literatura estimativas distintas de seu comprimento e inclinação da linha de visada, como por exemplo Wegg et al. (2015) que, combinando dados no infravermelho, obteve um meio-comprimento de 5.0 ± 0.2 kpc e um ângulo $\phi \approx 30^\circ$.

¹ <https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/dr2>

² <https://www.eso.org/public/images/es01339e/>

O Bojo Galáctico, objeto de interesse desse trabalho, tem sido amplamente estudado nos últimos anos, por ter um papel fundamental na formação da Galáxia e ser uma referência em estudos de estrutura, cinemática e populações estelares em bojos extragalácticos. Mas, apesar de ser relativamente próximo, as observações das regiões mais centrais da Galáxia são dificultadas devido à alta extinção interestelar, ao acúmulo de estrelas (*crowding*) e à superposição de várias estruturas ao longo da linha de visada.

Para aglomerados globulares (GCs, *globular clusters*) pertencentes ao Bojo, uma das soluções tem sido obter dados fotométricos com detectores no infravermelho com sistemas de óptica adaptativa multi-conjugada (MCAO) em telescópios terrestres. Trabalhos recentes com HP 1 (Kerber et al., 2019), Liller 1 e NGC 6624 (Saracino et al., 2015, 2016), e com uma amostra de 16 GCs (Cohen et al., 2018) são importantes exemplos.

A estrutura esferoidal dos bojos pode ser fisicamente definida pelo aumento no brilho superficial em relação ao disco, além de diferenças morfológica e geométricas com as outras componentes galácticas. As componentes de discos em galáxias espirais são descritas por um decaimento exponencial no brilho superficial com o aumento do raio (Freeman, 1970), sendo esse aumento na extrapolação do brilho superficial nas partes centrais identificado como o bojo.

Segundo Kormendy e Kennicutt (2004), os bojos galácticos são divididos em dois tipos principais: bojos clássicos e pseudobojos. Os primeiros possuem perfil de brilho superficial semelhante ao de galáxias elípticas (índice de Sérsic³ $n \geq 2$), com populações estelares mais velhas que as do disco e com estrelas tipicamente enriquecidas em elementos- α , sugerindo uma formação em escalas de tempo curtas o suficiente para que supernovas do tipo Ia ainda não tenham enriquecido o meio com ^{56}Fe . Em contrapartida, os pseudobojos (*disk-like*) não seguem uma simetria esférica, têm perfis de brilho superficial com $n < 2$, e se dividem em: *boxy/peanut* (*B/P* ou “amendoim na casca”, formado por populações mais velhas) e *disky* (formação estelar ativa e barras ou anéis no núcleo).

O Bojo da Via Láctea aparenta ser uma combinação de bojo clássico com pseudobojo, sendo o último composto por estrelas formadas sob forte influência da barra, formada por instabilidades verticais no Disco (*buckling instability*, Shen et al., 2010). Essa combinação de bojo clássico + pseudobojo fica evidenciada pela distribuição bimodal de metalicidades

³ Parâmetro presente no perfil de Sérsic que quantifica o grau de curvatura do perfil: quanto maior o valor de n (ou seja, quanto maior a curvatura), menor o perfil de brilho para raios pequenos.

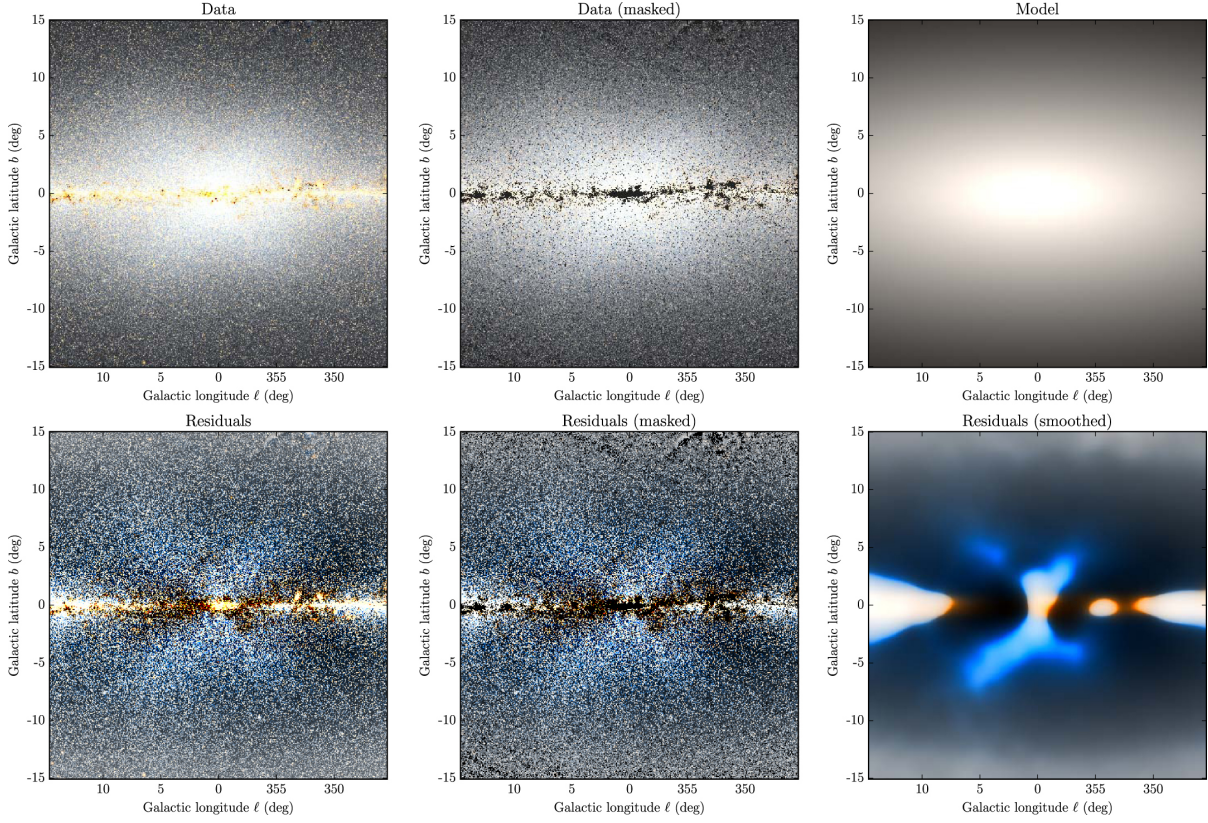


Figura 1.2: Composição dos filtros W1 ($3.4 \mu m$) e W2 ($4.6 \mu m$) do Wide-field Infrared Survey Explorer (WISE), evidenciando a estrutura em formato de X do Bojo. Os quadros superiores mostram os dados e o modelo de disco exponencial ajustado, e os quadros inferiores mostram os resíduos (dados menos modelo) com máscara e suavizados. Extraído de Ness e Lang (2016).

de estrelas do *red clump* presentes na Janela de Baade, com picos em $[\text{Fe}/\text{H}]^4 = -0.30$ e 0.32 (Hill et al., 2011), e pelas determinações da dispersão de velocidades central de $\sigma \sim 140 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ (Blum et al., 1995; Zoccali et al., 2017), um valor intermediário entre bojo clássico e pseudobojo. O pseudobojo apresenta um formato B/P (Wegg e Gerhard, 2013), típico em galáxias barradas, com uma componente em formato de X (McWilliam e Zoccali, 2010; Nataf et al., 2010), como observado na Figura 1.2.

O cenário clássico de formação da Galáxia, apresentado em Eggen et al. (1962), propõe um *colapso monolítico*, ou seja, o colapso rápido ($< 300 \text{ Myr}$) de uma única nuvem de gás ($\sim 10^{11} M_{\odot}$), baseado na velocidade relativa de 221 estrelas anãs velhas. Nesse cenário, a população pobre em metais (população II e GCs do Halo e Bojo) formou-se inicialmente há 10 Gyr, quando a protogaláxia começou a colapsar na direção radial, mantendo órbitas

⁴ $[\text{Fe}/\text{H}] = \log(N_{\text{Fe}}/N_{\text{H}}) - \log(N_{\text{Fe}}/N_{\text{H}})_{\odot}$. A fração em massa de metais $Z = \sum m_i/M$ se relaciona com a abundância total em metais por $[\text{M}/\text{H}] = \log(Z/X) - \log(Z/X)_{\odot}$. De acordo com Salaris et al. (1993), $[\text{M}/\text{H}]$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$ se relacionam por $[\text{M}/\text{H}] = [\text{Fe}/\text{H}] + \log(0.638 \cdot 10^{[\alpha/\text{Fe}]} + 0.362)$.

excêntricas. A perda de energia por colapso dissipativo fez com que essa nuvem aumentasse sua velocidade de rotação, induzindo um colapso ao longo do seu eixo de rotação, e dando origem ao Disco e à população estelar rica em metais (gás enriquecido por supernovas do tipo II) com órbitas circulares em equilíbrio.

Todavia, ao estudar GCs cobrindo um grande intervalo em $[\text{Fe}/\text{H}]$, Searle e Zinn (1978) detectaram um espalhamento em idades no Halo, mas sem um gradiente nas abundâncias, concluindo que a escala de tempo para a formação não poderia ser tão curta. Searle e Zinn (1978) propuseram então que o Halo formou-se pela acreção de muitos fragmentos da nuvem protogaláctica, cada qual com históricos de formação e evolução estelar diferentes. Trata-se portanto de um cenário alternativo de formação mais lento e caótico, com acréscimos *hierárquicos* dos fragmentos de nuvem.

O cenário hierárquico é mais consistente com as predições das teorias cosmológicas mais modernas de formação das galáxias, nas quais é crucial considerar a matéria escura. Uma “massa faltante” foi deduzida a partir de inconsistências na dispersão de velocidades das galáxias nos aglomerados de Coma e Virgem (Zwicky, 1933; Smith, 1936). Evidências adicionais na relação massa-luminosidade, nas curvas de rotação e na dinâmica das galáxias (Faber e Gallagher, 1979) são conhecidas desde os anos 30. A atuação da matéria escura, a qual possui uma origem primordial, fica evidenciada nas pequenas flutuações de densidade e variações na temperatura da radiação cósmica de fundo, observadas com os satélites COBE (Smoot et al., 1992), WMAP (Bennett et al., 2011) e Planck (Planck Collaboration et al., 2014).

Portanto, acredita-se atualmente que as galáxias formam-se pela acreção de blocos de construção menores (White e Rees, 1978; Navarro et al., 1997), que se inicia com pequenos discos de matéria escura. As primeiras estruturas bariônicas formadas foram possivelmente galáxias anãs esferoidais (dSph) ou irregulares.

O principal modelo teórico de evolução química da Galáxia é o chamado *two-infall model* (Chiappini et al., 1997), que prediz dois episódios principais de acreção de gás, formando o Halo e o Disco em escalas de tempo diferentes na evolução da Galáxia. Durante a primeira acreção de gás, o Halo, o Bojo e a maior parte do Disco espesso se formaram, enquanto que a segunda deu origem ao Disco fino. A formação do Halo se deu em um colapso monolítico, mas em uma escala de tempo de 0.8 – 1.0 Gyr. Nesse período, originou-se também o Bojo, em uma escala de tempo de 0.1 – 0.5 Gyr (com um episódio posterior de formação estelar

induzida pela barra central, ver Seção 1.4), e parte do Disco espesso. A segunda acreção de gás, que deu origem às regiões mais internas do Disco, durou muito mais, com uma escala de tempo da formação da vizinhança solar (6 – 8 Gyr). O Disco fino possui uma formação “de dentro para fora” (*inside-out*), no sentido de que regiões mais externas levaram mais tempo para se formar e as partes mais externas do Disco continuam a crescer ainda hoje, com a acreção de nuvens de gás extragalácticas.

Ainda há muitas questões em aberto sobre a formação da Via Láctea e das galáxias em geral, impulsionadas sobretudo pelos modelos de formação das estruturas cosmológicas em grande escala com a inclusão de matéria e energia escura (Λ CDM ou lambda-matéria escura fria, onde o termo “fria” indica que trata-se de matéria mais pesada que partículas como neutrinos, por exemplo, e movendo-se em velocidades menores) nas simulações computacionais (p. ex. Millenium, Eris, Illustris; Vogelsberger et al., 2014), e pela extensiva observação de galáxias com *redshift* alto (p. ex. Two-degree-Field Galaxy Redshift Survey, Sloan Digital Sky Survey, Dark Energy Survey). A energia escura, prevista pela constante cosmológica Λ nas teorias da relatividade de Albert Einstein e evidenciada em observações nas supernovas tipo Ia distantes em Riess et al. (1998), é responsável pela expansão acelerada do Universo, interagindo de maneira uniforme como o oposto da gravidade. Halos de matéria escura são fundamentais para conservar o potencial gravitacional suficientemente grande para manter a protogaláxia ligada gravitacionalmente.

Os resultados e previsões dos modelos Λ CDM reproduzem bem a distribuição observada de galáxias em um grande intervalo de *redshifts*, mas encontram alguns problemas principais em escalas sub-galácticas, entre eles o famoso “problema dos satélites faltantes”, em que há uma discrepância entre o número observado e o previsto pelos modelos de galáxias anãs satélites (Weinberg et al., 2015). Seguem exemplos de questões em aberto: se galáxias como a Via Láctea (e quais de suas estruturas) possuem origem hierárquica; qual a natureza, a extensão e a composição do Halo de matéria escura e da energia escura; se o Bojo se formou antes, depois ou junto com o Halo e o Disco espesso, e se seria o remanescente de uma fusão (*merger*) ou de uma instabilidade do Disco; se há um gradiente radial de idade e metalicidade nas estrelas velhas; e se o histórico de formação estelar é, em geral, regular ou mais localizado, com episódios de formação estelar. Kormendy (2016) apresenta uma abordagem extragaláctica dos progressos atuais e questões em aberto sobre as galáxias elípticas e os bojos de galáxias de disco.

1.2 Cenários de formação de aglomerados globulares

Baade (1944), ao analisar a galáxia de Andrômeda e duas galáxias vizinhas (NGC 205 e M32) com o Telescópio Mount Wilson, demonstrou a existência de duas populações estelares: a população I, composta por estrelas azuis, ricas em metais e mais jovens, encontradas geralmente nos braços espirais da Galáxia e na vizinhança solar; e a população II, estrelas velhas, pobres em metais, presentes no Halo e Bojo e com altas velocidades relativas. Os aglomerados globulares, localizados nas componentes esferoidais da Galáxia (Halo e Bojo), com cerca de $10^5 - 10^7$ estrelas e massas tipicamente de $\sim 10^5 M_{\odot}$, são representativos da população II; enquanto que os aglomerados abertos (OCs) e embebidos (ECs, precursores dos OCs, Oliveira et al., 2018), com massas menores ($\lesssim 10^4 M_{\odot}$), estão presentes no plano Galáctico, em regiões com intensa formação estelar (nebulosas de emissão e grandes nuvens moleculares repletas de gás e poeira), e são representativos da população I. Classicamente, é razoável assumir que os GCs hospedam populações estelares simples (SSPs, *simple stellar populations*), de forma que todas as suas estrelas teriam compartilhado um mesmo evento de formação, tendo a mesma idade, composição química e distância.

Essas características tornam os GCs laboratórios fundamentais para estudos teóricos de dinâmica, estrutura e evolução estelares, uma vez que eles são os fósseis da formação da Via Láctea. Portanto, determinar a relação idade-metalicidade e as abundâncias químicas dos GCs presentes nas diferentes estruturas galácticas é essencial para entender e estabelecer as restrições físicas nos modelos de formação e evolução da Galáxia, e traçar suas propriedades quimiodinâmicas. Estima-se que a Via Láctea contenha cerca de 200 GCs, no entanto 160 GCs são incluídos no catálogo de Harris (1996, edição de 2010)⁵, sendo 43 pertencentes ao Bojo (Bica et al., 2016, ver Seção 1.4). Cerca de 70 GCs possuem determinações de idades baseadas em diagramas cor-magnitude profundos, observados com a *Advanced Camera for Survey* do Telescópio Espacial Hubble, segundo Forbes et al. (2018), e são poucos os GCs ricos em metais do Bojo presentes nessa amostra, devido principalmente a problemas com avermelhamento e *crowding*.

Apesar de o estudo da formação de GCs ainda ter algumas incertezas e questões em aberto, ele tem apresentado grandes avanços nas últimas décadas. A massa estelar dos GCs indica que eles se formaram em complexos de formação estelar massivos em subsistemas

⁵ <http://www.physics.mcmaster.ca/~harris/mwgc.dat>

protogalácticos semelhantes às atuais galáxias anãs compactas azuis (*blue compact dwarfs*), e cujos remanescentes estariam entre as atuais galáxias anãs esferoidais (dSph) ou elípticas anãs nucleadas (dE,N), como apresentado em Freeman (1990).

Originalmente, há dois cenários principais propostos para a origem dos GCs em nuvens moleculares gigantes em *redshifts* $z \gtrsim 2$, onde a pressão de gás e a taxa de formação estelar são altas o suficiente. Um deles seria que os GCs foram os primeiros sistemas condensados a serem formados no Universo primordial (antes ou durante a reionização, em $6 < z < 20$ ou $150 \text{ Myr} - 1 \text{ Gyr}$ após o Big Bang), pela instabilidade de Jeans em nuvens de gás (Peebles e Dicke, 1968) ou pelo colapso por instabilidade térmica em halos gasosos quentes (Fall e Rees, 1985). Já o segundo cenário sugere que os GCs se formaram próximo a $z \sim 2$, época em que ocorreu um pico de formação estelar no Universo (Elmegreen, 2018).

As simulações numéricas são muito poderosas no estudo de estruturas em grande escala e fusão de galáxias, mas não têm uma escala dinâmica suficiente para resolver individualmente a formação de GCs e a influência do meio em sua evolução, negligenciando estruturas menores que 1 ou até 10 kpc (Bournaud et al., 2008). As simulações indicam que grandes galáxias passaram por uma fase inicial de formação *in situ*, seguida de um crescimento por acreção de galáxias menores (*ex situ*). Em consequência, os sistemas de GCs das galáxias possuem contribuições *in situ* e *ex situ* dependendo do histórico de acreção de massa da galáxia, uma distinção difícil de ser feita observacionalmente.

Forbes et al. (2018) sintetizam as principais simulações dos mecanismos de formação de GCs, afirmando que a escala dinâmica necessária para modelar a formação estelar está bem além capacidades computacionais atuais e que a grande alternativa tem sido incorporar as técnicas numéricas e semi-analíticas. As simulações semi-analíticas (e.g. Muratov e Gnedin, 2010; Li e Gnedin, 2014), adotando o histórico de acreção de massa das grandes simulações cosmológicas (Millenium e Illustris, ver Seção 1.1), reproduzem bem a distribuição bimodal de metalicidades, a qual surge naturalmente das fusões hierárquicas. Desse modo, os GCs pobres em metais são formados em muitas acreções de halos de baixa massa em regiões de alto *redshift*, enquanto que os GCs ricos em metais são formados em poucas acreções de alta massa em baixos *redshifts*.

Uma vez compreendida a cinemática, distribuição espacial, metalicidade e idades mais velhas dos sistemas de GCs, eles podem ser considerados os produtos observáveis do processo primordial de formação das galáxias. As capacidades observacionais atuais limitam-se

à observação de populações velhas de GCs em galáxias próximas no Universo local, porém acredita-se que em breve será possível a observação de GCs jovens em altos *redshifts* ainda em fase de formação (El-Badry et al., 2019; Renzini, 2017).

Muitas galáxias próximas formaram GCs em épocas mais recentes ou ainda formam até hoje, a maioria delas em interação gravitacional com galáxias maiores, como por exemplo as Nuvens de Magalhães, que contêm vários aglomerados jovens com massas características de GCs (Westerlund, 1990). Apesar de terem massas de GCs, esses aglomerados apresentam funções de luminosidade similares às dos OCs localizados no Disco da Via Láctea. Segundo Ashman e Zepf (1992), isso implica que tanto o Disco quanto a Grande Nuvem apresentam formação estelar recente, mas apenas a segunda consegue formar aglomerados com massas de GCs. Nessa perspectiva, os aglomerados globulares da Via Láctea, a qual está limitada à formação de aglomerados bem menos massivos (Lada e Lada, 2003), são de fato as relíquias da formação das estruturas galácticas e do seu histórico de acreção de massa.

1.3 Múltiplas populações estelares em aglomerados globulares

Como dito, os aglomerados globulares são relíquias e testemunhas únicas da formação, dinâmica e evolução das galáxias e suas subestruturas, uma vez que estão entre os objetos mais velhos no Universo. Até o final dos anos 1990, aceitava-se que os GCs eram o exemplo perfeito de uma população estelar simples, dando a eles um papel de referência nos testes das teorias e modelos de evolução estelar. Ou seja, acreditou-se por bastante tempo que eles hospedavam um conjunto de estrelas nascidas em um único evento de formação estelar, com a distribuição de massas respeitando uma determinada função de massa inicial (IMF, *initial mass function*), e com composições químicas homogêneas por terem se formado do mesmo material.

No entanto, esse “paradigma clássico” tem sido desafiado pela descoberta das múltiplas populações estelares (MPs). Estando inicialmente limitadas aos GCs mais massivos (ω Cen, M54, NGC 2808, NGC 6388 e 47 Tuc; Gratton et al., 2012), as evidências fotométricas e espectroscópicas nas últimas décadas são suficientes para concluir que praticamente todos os GCs da Galáxia hospedam duas ou mais gerações de estrelas (Piotto et al., 2015, daqui em diante Artigo I da sequência de artigos ao qual os dados aqui analisados fazem parte – ver Capítulo 2), identificadas com propriedades químicas peculiares.

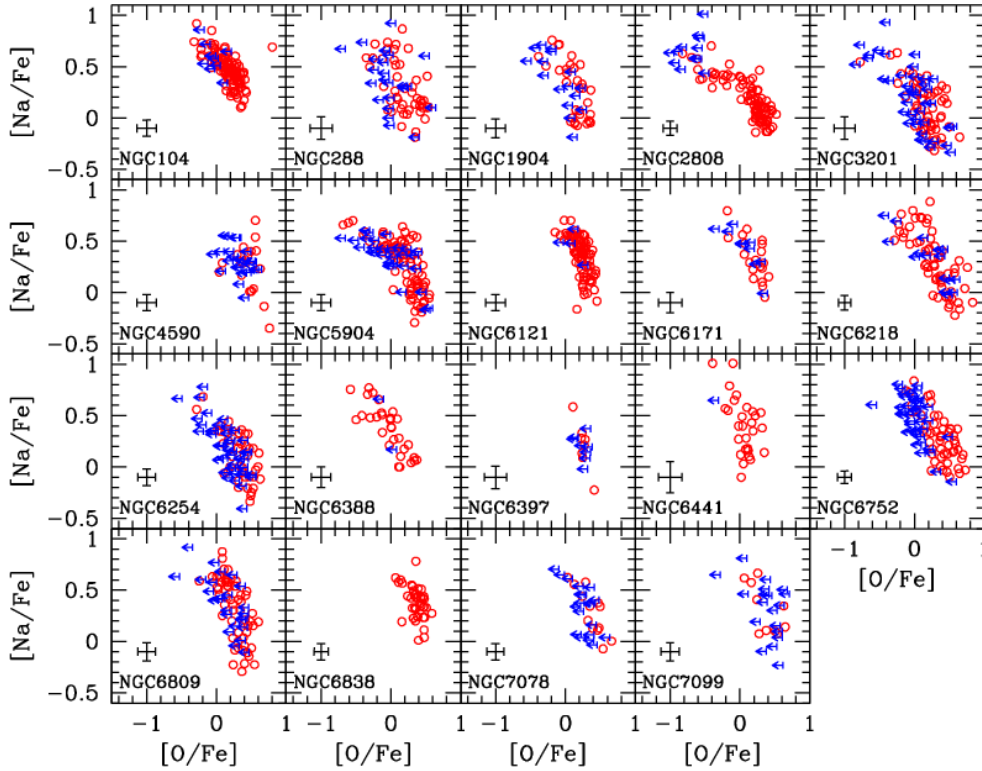


Figura 1.3: Anticorrelação Na–O observada nos 19 GCs analisados em Carretta et al. (2009) com as barras de erro colocadas em cada quadro, analisando espectros do GIRAFFE e UVES. Os limites superiores em $[O/Fe]$ são dados pelas setas azuis, as detecções são representadas pelos círculos abertos vermelhos e as barras de erro são mostradas no canto inferior esquerdo de cada quadro.

As primeiras detecções de variações sistemáticas nas abundâncias químicas de estrelas em GCs datam dos anos 1970 com espectroscopia de baixa-resolução, e da década seguinte em estudos de alta-resolução (Charbonnel, 2016). Osborn (1971) foi pioneiro na descoberta de duas estrelas ricas em nitrogênio (bandas de CN, 4216 Å), algo incomum em aglomerados globulares, uma em M5 e uma em M10, ambos localizados no Halo. Os estudos posteriores em alta-resolução, limitados às gigantes vermelhas mais brilhantes, detectaram variações sistemáticas nas abundâncias de C, N e O (McClure e Norris, 1977; Dickens et al., 1979; Bell et al., 1979; Pilachowski et al., 1983; Paltoglou e Norris, 1989; Sneden et al., 1991, entre outros); Na (Cohen, 1978); Al e também Mg, em alguns casos (Brown e Wallerstein, 1992; Shetrone, 1996), entre as estrelas do mesmo aglomerado. Esse padrão foi observado em todos os GCs analisados, revelando ainda as anticorrelações C–N, Na–O (Figura 1.3) e Mg–Al, em diferentes intensidades dependendo do aglomerado.

Originalmente, as variações sistemáticas e anticorrelações foram interpretadas como um fenômeno complexo dos elementos leves (C, N, O, Na, Al e Mg; Gratton et al., 2012), sem

explicação. Com a implantação de telescópios de 8–10 m, que possibilitaram a aplicação de espectroscopia de alta-resolução em estrelas do ramo de subgigantes (SGB) e da sequência principal (MS) nos GCs mais brilhantes, e dos modelos teóricos de evolução estelar, surgiu a percepção de que os GCs hospedam múltiplas populações estelares (MPs), em contraste com a clássica ideia de uma população simples. Para um histórico detalhado da evolução dos estudos espectroscópicos relacionados com as múltiplas populações estelares em GCs e suas interpretações, ver Kraft (1994), Martell (2011) e os importantes artigos de revisão de Gratton et al. (2004, 2012).

Contemporaneamente com a consolidação do cenário de múltiplas populações na espectroscopia, no início do século XXI, os dados fotométricos de alta-precisão obtidos com o Telescópio Espacial Hubble (HST) permitiram a análise de diagramas cor-magnitude profundos, com incertezas pequenas para estrelas até a baixa MS. Os dois levantamentos de dados fotométricos de GCs com o HST mais completos utilizaram-se das câmeras *Advanced Camera for Surveys* (ACS; Sarajedini et al., 2007) e *Wide Field Camera 3* (WFC3; Artigo I), sendo o último de enorme importância para a melhor compreensão das MPs.

O trabalho pioneiro na detecção de múltiplas populações em diagramas cor-magnitude (CMDs) foi Bedin et al. (2004), detectando uma sequência principal dupla em ω Centauri, poucas magnitudes abaixo do ponto de *turnoff* da sequência principal (MSTO). O importante trabalho de Piotto et al. (2005), no ano seguinte, mostrou que a sequência principal azul possui o dobro da metalicidade da vermelha, concluindo que a população estelar mais jovem é bem mais rica em He ($Y \sim 0.38$) que a mais velha ($Y \sim 0.25$). No entanto, ω Cen, o aglomerado mais massivo da Galáxia, é um caso especial pois acredita-se que ele seja um remanescente de dSph (acretada e desmembrada por interações gravitacionais – Majewski et al., 2000) devido à sua semelhança com o CMD de M54, localizado no núcleo da galáxia anã elíptica de Sagitário (assim como Terzan 7, Terzan 8 e Arp 2).

Nos anos seguintes, vários GCs foram estudados no contexto das MPs: NGC 2808 com três MSs (Piotto et al., 2007), NGC 1851 com duas populações no SGB (Milone et al., 2008), e SGBs duplas em 8 aglomerados globulares (Piotto et al., 2012, com dados dos programas GO-11233, GO-11739 e GO-12311). Esses resultados, somados a outros anteriores (Bellini et al., 2010; Milone et al., 2012), garantiram a escolha mais adequada dos filtros da WFC3, a fim de otimizar a separação das MPs desde a MS até o ramo horizontal, para o presente programa GO-13297: F275W, F336W e F438W (Capítulo 2).

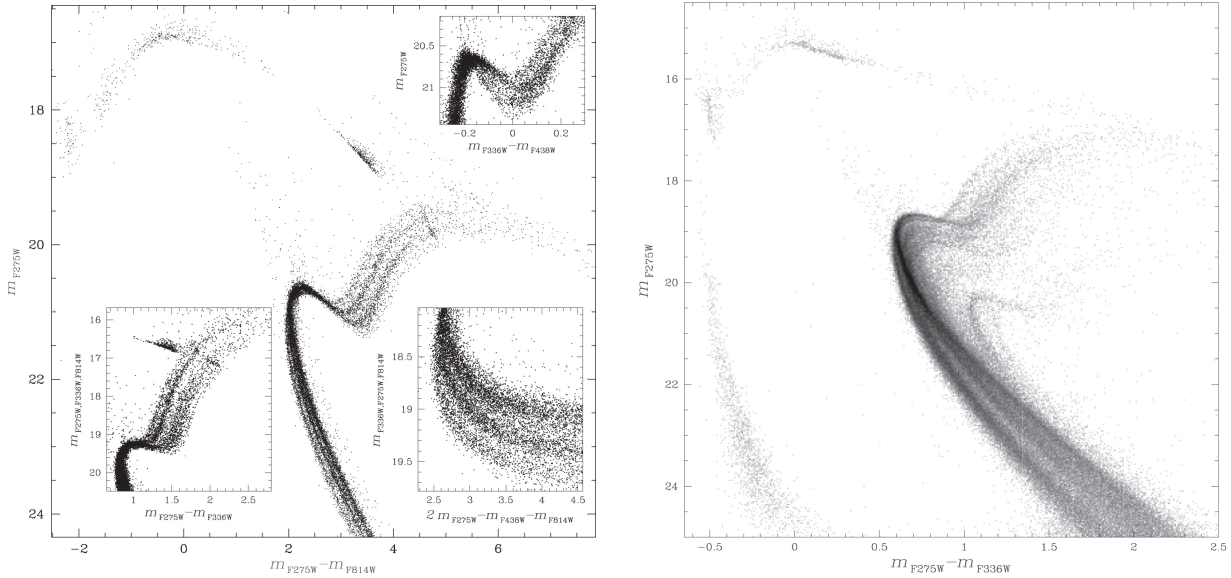


Figura 1.4: (Esquerda:) CMD m_{F275W} vs. $m_{F275W} - m_{F814W}$ com as múltiplas populações estelares de NGC 2808, visíveis no RGB e MS. Os três quadros menores mostram diagramas com outras combinações de filtros. (Direita:) CMD m_{F275W} vs. $m_{F275W} - m_{F336W}$ de ω Cen, evidenciando as várias seqüências na MS, no SGB e RGB, feito com diagrama de Hess para mostrar a densidade relativa de estrelas. Extraídos de Artigo III e Bellini et al. (2017).

O programa GO-13297, ao observar 57 GCs, foi essencial ao concluir que todos os GCs da Via Láctea devidamente estudados são compostos por múltiplas populações (Artigo I), exceto Rup 106 (Villanova et al., 2013) e IC 4499 (Walker et al., 2011). Ademais, aglomerados mais massivos apresentam mais de duas gerações de estrelas, como por exemplo: cinco gerações em NGC 2808 (Milone et al., 2015, Artigo III) e até 15 subgrupos no aglomerado supermassivo ω Cen (Bellini et al., 2017), como mostrado na Figura 1.4. Nos dois casos, as MPs são evidentes desde a seqüência principal (MS, *main sequence*), ramo de subgigantes (SGB, *subgiant branch*), até o ramo das gigantes vermelhas (RGB, *red-giant branch*).

1.3.1 Implicação das múltiplas populações na formação do aglomerado

As anticorrelações C–N, Na–O e Mg–Al revelam que as estrelas da segunda geração (2G) são enriquecidas em hélio, nitrogênio, sódio e alumínio, e pobres em carbono e oxigênio, em relação às estrelas da primeira geração (1G). Como essas anticorrelações foram detectadas também nas estrelas do SGB e abaixo do MSTO, fases evolutivas antecedentes à primeira dragagem (*dredge-up*) e ao *bump* do RGB, ou seja, antes de qualquer mistura das camadas de material das estrelas, tornou-se convincente que o fenômeno tem uma origem primordial, de modo que cada geração de estrelas já é formada com abundâncias químicas iniciais únicas

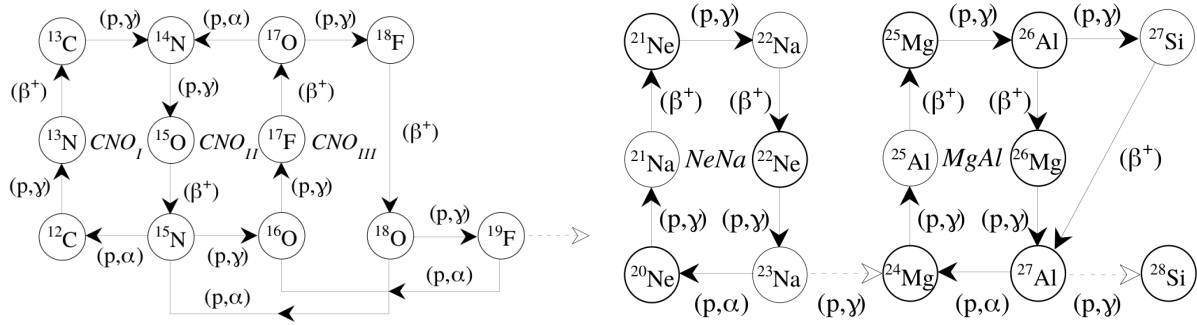


Figura 1.5: Ciclos CNO (I, II e III) e as cadeias NeNa e MgAl (reações de captura de prótons), responsáveis pelo enriquecimento do meio para gerar a 2G. Extraído de Arnould et al. (1999).

(Gratton et al., 2004). Esse padrão de abundâncias é o resultado da queima de H por meio do ciclo CNO e cadeias NeNa e MgAl (captura de prótons) a altas temperaturas. Outra particularidade é que a soma das abundâncias C + N + O se mantém constante entre as duas gerações, apesar de variarem individualmente (Ivans et al., 1999).

A Figura 1.5 mostra os três ciclos CNO, que ocorrem em estrelas de alta massa ($M > 1.5 M_{\odot}$ e com temperatura central acima de 14×10^6 K). O resultado é a produção de um núcleo de ${}^4\text{He}$ a partir de 4 átomos de ${}^1\text{H}$, seguindo ${}^{12}_6\text{C} \rightarrow {}^{13}_7\text{N} \rightarrow {}^{13}_6\text{C} \rightarrow {}^{14}_7\text{N} \rightarrow {}^{15}_8\text{O} \rightarrow {}^{15}_7\text{N} \rightarrow {}^{12}_6\text{C} (+{}^4\text{He})$ no ciclo mais comum, e liberando uma energia total de 26.73 MeV. Nesse ciclo há a transformação dos isótopos de C, N e O em ${}^{14}\text{N}$ principalmente, como resultado da lentidão da reação ${}^{14}\text{N} \rightarrow {}^{15}\text{O}$, em relação às outras reações envolvidas (Prantzos et al., 2007). Nas reações apresentadas na Figura 1.5, a notação (p, γ) representa o consumo de um próton (átomo de ${}^1\text{H}$) e a produção de energia por radiação gama; o decaimento (β^+) corresponde à transformação de um próton em um nêutron com a emissão de pósitron e^+ ; e finalmente (p, α) representa a captura do último próton para a produção de uma partícula α (átomo de ${}^4\text{He}$), fechando o ciclo.

Segundo Charbonnel (2016), que detalha a nucleossíntese das anomalias químicas das MPs, as reações de captura de prótons em ${}^{16}\text{O}$ e ${}^{22}\text{Ne}$ levam à destruição de ${}^{16}\text{O}$ e produção de ${}^{23}\text{Ne}$, em temperaturas $T \sim 25$ MK. Em temperaturas um pouco maiores (~ 40 MK), o ${}^{20}\text{Ne}$ também produz ${}^{23}\text{Na}$, cujo equilíbrio é maior em ~ 50 MK e decresce para temperaturas mais altas. Já as cadeias MgAl, que iniciam com temperaturas de ~ 70 MK, podem produzir grandes quantidades de ${}^{27}\text{Al}$.

Uma vez que as reações acima dependem de temperaturas relativamente altas, acredita-se que as estrelas da 2G se formaram do material processado e ejetado por uma fração das

estrelas da 1G (chamadas “poluidoras” do meio). Isso indica que os GCs foram gerados em episódios intensos de formação estelar, gerando muitas estrelas massivas o suficiente para desencadear as reações de captura de prótons (com uma evolução rápida), e que contenham algum mecanismo capaz de trazer o material processado para a superfície da estrela e outro capaz de liberar esse material em velocidades baixas o suficiente para não escapar do poço de potencial do aglomerado (Gratton et al., 2012).

Além disso, uma série de peculiaridades das múltiplas populações nos GCs traz como consequência restrições em seus cenários de formação. A lista detalhada dessas propriedades é fornecida em Renzini et al. (2015, Artigo V) e resumida a seguir:

- i. Onipresença, variedade, especificidade (exigindo condições especiais no Universo primordial), predominância (a fração de estrelas 2G é dominante na maioria dos casos);
- ii. Sequências muito distintas em diagramas cor-magnitude e cor-cor;
- iii. Ciclos CNO e cadeias NeNa e MgAl, enriquecimento em He nas estrelas 2G;
- iv. Impossibilidade de supernovas (espalhamentos mínimos em $[Fe/H]$ entre as gerações) e balanço de massa (apenas uma pequena fração da massa inicial das estrelas 1G é ejetada com a composição típica das estrelas 2G, o que implica que os progenitores dos GCs devem ter sido muito mais massivos e teriam perdido 80 – 90% de sua massa na geração das MPs).

Em resumo, os candidatos a “poluidores” devem ser capazes de modificar apenas os elementos leves (ciclos CNO e cadeias NeNa e MgAl) sem produzir elementos pesados como o ^{56}Fe , uma vez que os espalhamentos em $[Fe/H]$ observados não ultrapassam 0.05–0.10 dex (Carretta et al., 2009). Os principais candidatos a “poluidores” na primeira geração, cujo material processado e ejetado ao meio deu origem à segunda geração, são: estrelas supermassivas ($\sim 10^4 M_{\odot}$), binárias massivas interagentes ($15 + 20 M_{\odot}$, por exemplo), estrelas massivas com rotação rápida ($\sim 25 - 120 M_{\odot}$) e estrelas do ramo assintótico de gigantes (AGB ou super-AGB, $3 - 10 M_{\odot}$), com as respectivas referências dadas em Artigo V. No entanto, como mostrado nesse artigo, nenhum dos candidatos é capaz de reproduzir na totalidade as evidências observacionais e propriedades listadas acima (ver também Bastian, 2017; Bastian e Lardo, 2018).

1.3.2 Questões em aberto

Dois excelentes artigos de revisão apresentam os trabalhos mais relevantes dos últimos anos, todos na tentativa de decifrar o enigma da formação dos GCs, mostrando progressos recentes através de espectroscopia, fotometria e modelagem teórica: Gratton et al. (2012) e Bastian e Lardo (2018). O último mostra que a procura e caracterização das MPs têm se estendido também a aglomerados massivos jovens e de idade intermediária de até ~ 2 Gyr fora da Galáxia, principalmente nas Nuvens de Magalhães. Essa idade limite corresponde a $z = 0.17$, muito depois da época com pico de formação dos GCs ($z = 2-5$), contraditório com a ideia de origem cosmológica para as MPs. Além disso, a massa do GC é determinante para a fração de estrelas 1G, extensão das anticorrelações e enriquecimento em He.

Bastian e Lardo (2018) afirmam que, apesar de o projeto GO-13297 ter sido um grande avanço na compreensão das MPs, as observações são limitadas na cobertura espacial, com um campo de visão de $2.6' \times 2.6'$. Segundo eles, as regiões mais externas dos aglomerados (menos densas, com escala de tempo de relaxação maior e com misturas de material menos eficientes, comparados com as regiões centrais) podem conter informações relevantes sobre a dinâmica da formação das MPs.

Como explicitado em Gratton et al. (2012), alguns aspectos das MPs ainda não estão muito claros e continuam sob debate. Eles dizem respeito às escalas de tempo do fenômeno e origem dos “poluidores”; à construção de modelos hidrodinâmicos 3D realistas; à identificação e caracterização de MPs nos aglomerados massivos jovens; à conexão das anomalias em CMDs (por exemplo, o segundo parâmetro na morfologia do ramo horizontal); à relação do fenômeno de MPs com os aglomerados abertos e galáxias anãs esferoidais; e, principalmente, ao papel determinante dos GCs na evolução da Galáxia.

1.4 O Bojo e seus aglomerados globulares

O bojo da Via Láctea (ou simplesmente “Bojo”) é uma combinação de bojo clássico e pseudobojo e, apesar da dificuldade de ser observado no óptico devido à extinção causada pela poeira, é o bojo mais bem estudado no Universo. Sua origem ainda é debatida entre dois cenários, como mostrado na Seção 1.1: o cenário de formação por processos de fusão, em que o Bojo se forma violenta e rapidamente, dominado pelo colapso gravitacional ou pela crescimento hierárquico de halos de matéria escura (Elmegreen, 1999); e o de evolução

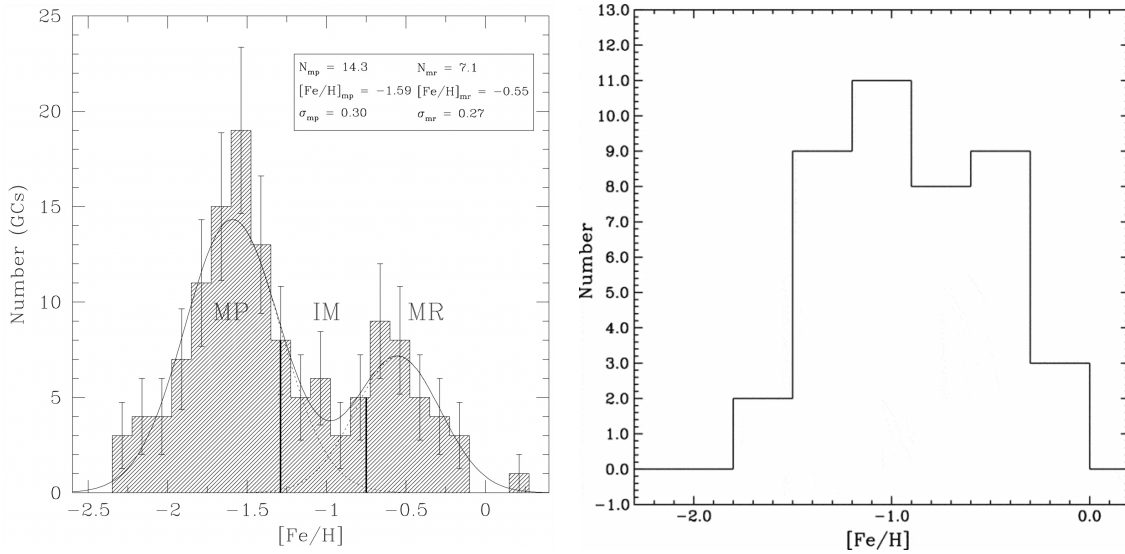


Figura 1.6: (Esquerda:) Distribuição de metalicidades de 133 aglomerados globulares da Via Láctea, definindo a população rica em metais (MR), pobre em metais (MP) e de metalicidade intermediária (IM), limitadas em $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.29$ e -0.75 . (Direita:) Metalicidades dos 43 GCs do Bojo, selecionados por sua distribuição espacial e metalicidades, mostrando dois picos em $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -1.0$ e -0.5 . Extraídos de Côté (1999) e Bica et al. (2016).

“secular”, em que a estrutura do Bojo é formada naturalmente pela evolução dinâmica do disco Galáctico (Combes e Sanders, 1981; Athanassoula, 2005). A partir dos modelos semi-analíticos de Λ CDM, sabe-se que, na acreção de massa dos bojos, há contribuições tanto de grandes e pequenas fusões, como de instabilidades nos discos (De Lucia et al., 2011).

É muito provável que os GCs presentes no Bojo se formaram no próprio Bojo, e portanto suas idades e metalicidades são indicadores da formação inicial dessa estrutura. Segundo Ness et al. (2013) e Zoccali et al. (2017), o conjunto das estrelas de campo do Bojo apresenta uma distribuição de metalicidades com duas populações: $[\text{Fe}/\text{H}] \sim +0.3$ (pobre em elementos- α e com rotação cilíndrica) e -0.4 (rica em elementos- α , similar à população do Disco espesso, e com uma cinemática mais esferoidal). As diferenças cinemáticas entre as duas populações levou Babusiaux et al. (2010) a associar as estrelas ricas em metais com a barra central e o formato em X do Bojo, e as estrelas pobres em metais com a componente esferoidal ou Disco espesso interno (Gonzalez e Gadotti, 2016).

A distribuição de metalicidades de GCs em galáxias apresenta também dois picos, em $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1.6$ e -0.5 (Brodie e Strader, 2006), o que também se observa no sistema de GCs da Via Láctea (Côté, 1999). Os aglomerados presentes no Bojo, por sua vez, seguem uma distribuição bimodal com picos em $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1.0$ e -0.5 , segundo a seleção de 43 GCs baseada em $R_{\text{GC}} < 3 \text{ kpc}$ (Bica et al., 2016), como mostrado na Figura 1.6.

Terzan 5 ($2 \cdot 10^6 M_{\odot}$; Lanzoni et al., 2010) e Liller 1 ($2.3 \cdot 10^6 M_{\odot}$; Saracino et al., 2015) possuem massas comparáveis à de ω Cen ($4.05 \cdot 10^6 M_{\odot}$; D’Souza e Rix, 2013) e estão entre os GCs do Bojo mais próximos do centro Galáctico, com R_{GC} de 1.2 e 0.8 kpc. Múltiplas populações estelares foram detectadas em Terzan 5 e, devido à sua alta massa, foi proposto que ele seja o remanescente de uma galáxia anã (Ferraro et al., 2009). Já os GCs menos massivos do Bojo, como Terzan 9 e AL 3, possuem $M_V \approx -4$ e massas de $10^3 - 10^4 M_{\odot}$. O fenômeno das MPs, assumido como presente em praticamente todos os GCs da Via Láctea, também ocorre nos GCs do Bojo, inclusive nos presentes no programa do HST GO-13297 (Artigo I), aqui analisados.

A alta densidade de estrelas e o avermelhamento diferencial dificultam um censo completo de aglomerados no Bojo. Minniti et al. (2017) apresentam a descoberta de 22 novos candidatos a GCs localizados no Bojo, com fotometria no infravermelho próximo do VVV *survey* (VISTA Variables in the Via Lactea), detectados como regiões de alta densidade nos mapas de gigantes vermelhas.

1.5 Ajuste de isócronas para derivação de idades

O diagrama de Hertzsprung-Russell (HR), desenvolvido no início dos anos 1900, grafica a luminosidade das estrelas em função da temperatura (ou massa, seguindo a relação massa-luminosidade) em sua versão teórica, ou a magnitude absoluta em função da cor das estrelas (ou tipo espectral) em sua versão observacional, conhecida como diagrama cor-magnitude (CMD). Portanto, esses diagramas são como um registro do momento atual do aglomerado. O exemplo do aglomerado NGC 6809 (M55) é mostrado no painel esquerdo da Figura 1.7⁶, onde a cor de cada estrela é colocada de acordo com sua temperatura relativa (azul para as mais quentes e vermelho para as mais frias, com a temperatura crescendo para a esquerda), e os eixos de T_{eff} e L/L_{\odot} estão em escala logarítmica.

No caso de uma estrela individual, sua trajetória no diagrama HR é definida quase que exclusivamente pela massa e composição química iniciais, passando pelos diferentes estágios evolutivos, os quais determinam sua estrutura interna e seu modo de produção de energia. O diagrama HR no painel direito da Figura 1.7 evidencia a região dos estágios evolutivos: sequência principal, subgigantes, gigantes, estrelas variáveis (RR Lyrae e Cefeidas) na faixa

⁶ Disponível em: <https://apod.nasa.gov/apod/ap010223.html>

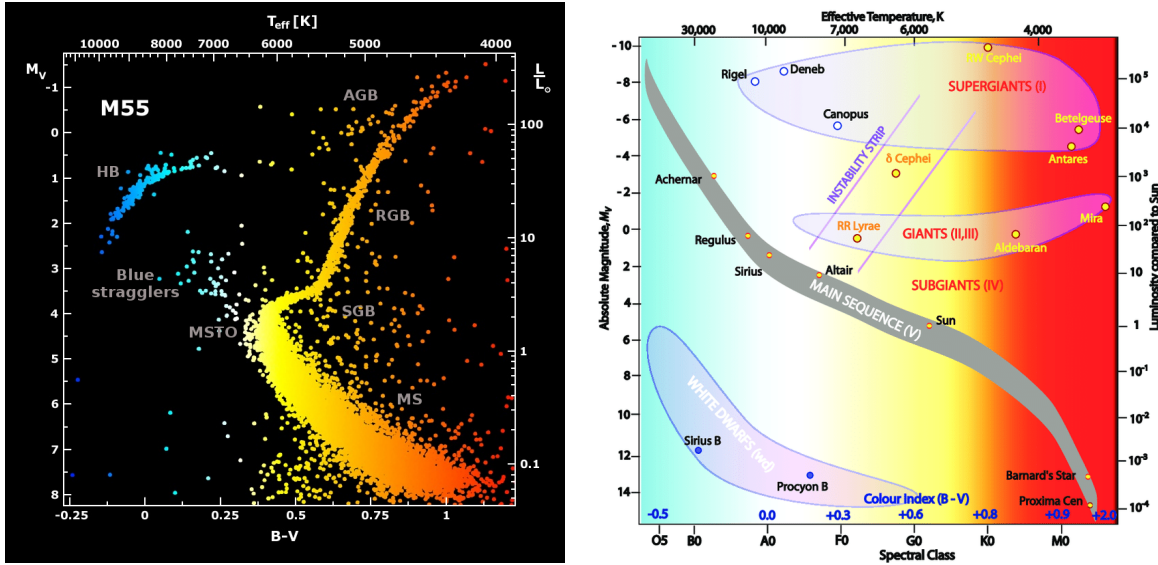


Figura 1.7: (Esquerda:) Exemplo de CMD M_V vs. $B-V$ observado do aglomerado NGC 6809 (M55), mostrando também a relação luminosidade e T_{eff} , com a identificação das principais regiões do diagrama. Créditos: B. J. Mochejska e J. Kaluzny (CAMK). (Direita:) Exemplo de um diagrama HR, destacando também os estágios evolutivos, a faixa de instabilidade das estrelas variáveis e alguns exemplos de estrelas. Extraído de Althaus et al. (2010).

de instabilidade, supergigantes e anãs brancas. A massa inicial da estrela é determinante no seu tempo de vida e na quantidade de tempo que ela vai permanecer em cada estágio, de modo que as estrelas mais massivas evoluem mais rápido e as menos massivas evoluem bem mais devagar, passando bilhões de anos na sequência principal.

Para determinar os parâmetros astrofísicos da estrela ou da população estelar presente nos diagramas, utiliza-se os modelos de evolução estelar (p. ex. BaSTI, DSED, PARSEC – Pietrinferni et al., 2006; Dotter et al., 2008; Bressan et al., 2012), predizendo a trajetória evolutiva das estrelas através de reações químicas e processos físicos, e mostrando a variação da temperatura e luminosidade de uma estrela durante sua vida (trajetória evolutiva) ou a distribuição observada em cor e magnitude das estrelas de uma SSP (isócrona). Os modelos são ajustados aos dados observacionais, para a determinação dos parâmetros astrofísicos da população, tais como idade, distância e avermelhamento. A Figura 1.8 expõe exemplos de isócronas de PARSEC, com variação das idades no painel esquerdo e metalicidades $[M/H]$ no painel direito. Mais exemplos de isócronas e detalhes sobre as correções e interpolações são mostrados na subseção 3.2.4.

Em resumo, uma trajetória evolutiva simula qual será a trajetória no diagrama HR de uma estrela com uma determinada massa durante toda a sua vida, até se tornar uma anã

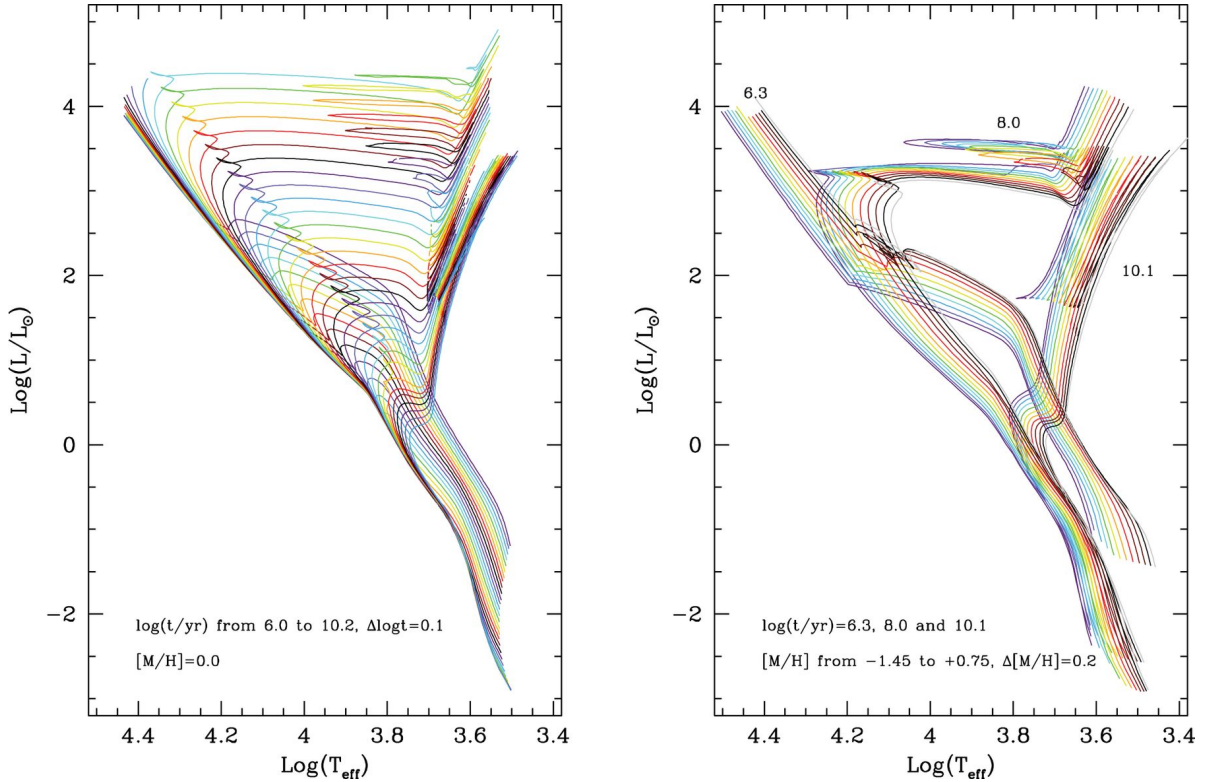


Figura 1.8: Exemplos com isócronas de PARSEC (*PAdova and TRieste Stellar Evolutionary Code*) no diagrama HR, variando as idades com metalicidade fixa (painel esquerdo) e variando $[M/H]$ em três idades fixas. Nesse caso, como $[\alpha/\text{Fe}] = 0$, temos $[M/H] = [\text{Fe}/H] + \log(0.638 \cdot 10^0 + 0.362) = [\text{Fe}/H]$. Valores maiores de idade e metalicidade deslocam as isócronas para a extremidade vermelha do diagrama. Extraído de Bressan et al. (2012).

branca (ou outro remanescente estelar, se sua massa exceder $\sim 8 M_{\odot}$). Por outro lado, uma isócrona (extensamente utilizada no presente trabalho) traça no CMD a distribuição de um conjunto de estrelas num determinado instante, com uma sequência de massas simuladas. Para idades jovens, a MS da isócrona ainda contém estrelas de alta massa ($0.10 - 7.50 M_{\odot}$ para 30 Myr e $0.10 - 2.20 M_{\odot}$ para 500 Myr), que ainda não tiveram tempo de evoluir. Já para idades mais velhas, como é o caso dos GCs da Via Láctea (entre 10 e 13.5 Gyr), a MS é dominada por estrelas de baixa massa ($0.10 - 0.80 M_{\odot}$).

O ajuste de isócronas sobre CMDs observados em diferentes sistemas fotométricos, para a determinação de parâmetros astrofísicos, é feito movendo a isócrona do plano absoluto para o plano aparente, por meio do módulo de distância aparente e do avermelhamento na cor utilizada. No CMD adotado no ajuste de isócronas deste trabalho (m_{F606W} vs. $m_{\text{F438W}} - m_{\text{F606W}}$), o deslocamento vertical é feito pelo módulo de distância aparente ($m - M$) $_{\text{F606W}}$, que corresponde à diferença entre as magnitudes observada m_{F606W} e absoluta M_{F606W} , e é transformado para módulo de distância absoluto e distância ao Sol por:

$$(m - M)_0 = (m - M)_{\text{F606W}} - \frac{A_{\text{F606W}}}{A_V} \cdot R_V \cdot E(B - V) \quad (1.1)$$

$$d_{\odot}[\text{kpc}] = 10^{[(m - M)_0 - 10]/5}, \quad (1.2)$$

onde A_{F606W}/A_V é o coeficiente de extinção no filtro F606W e $R_V = 3.1$ é a razão entre a extinção total e seletiva (Cardelli et al., 1989). Já o avermelhamento interestelar, definido pela diferença entre a cor observada e a intrínseca, desloca a isócrona na direção diagonal, com uma componente horizontal e outra vertical. A transformação do avermelhamento na cor adotada $E(m_{\text{F438W}} - m_{\text{F606W}})$ para $E(B - V)$ é feita por:

$$E(m_{\text{F438W}} - m_{\text{F606W}}) = R_V \cdot E(B - V) \cdot \left[\frac{A_{\text{F438W}}}{A_V} - \frac{A_{\text{F606W}}}{A_V} \right]. \quad (1.3)$$

As idades e metalicidades definem o formato da isócrona, de modo que sua comparação com os dados fotométricos, juntamente com a variação de $(m - M)_0$ e $E(B - V)$, determinam a combinação de parâmetros que melhor representa o aglomerado. Tradicionalmente, o ajuste de isócronas era feito visualmente ou explorando espaços de parâmetros limitados. Atualmente, métodos estatísticos mais robustos e consistentes, inclusive com inferência Bayesiana, têm sido aplicados no ajuste de isócronas (ver Seção 3.2).

Tendo dados fotométricos de alta-precisão, com movimentos próprios precisos para a descontaminação da fotometria, e modelos de evolução estelar cada vez mais precisos e bem testados, a utilização de um método estatístico auto-consistente e que explore um espaço de parâmetros amplo torna-se indispensável na determinação das idades. No caso do Bojo, sabe-se que há uma diferença de idades entre os GCs mais pobres e os mais ricos em metais, devido ao histórico de formação estelar complexo do Bojo e ao seu enriquecimento químico rápido (Minniti, 1995; Ortolani et al., 1995; Kerber et al., 2018). A determinação de idades considerando uma população estelar simples e também as múltiplas populações é o objetivo desse trabalho.

1.6 Objetivos e estrutura da dissertação

A partir da análise de seis aglomerados do Bojo (e um do Halo interno como referência) com os dados do projeto GO-13297, o presente trabalho tem como grande objetivo derivar suas idades, distâncias, avermelhamento e metalicidade a partir de ajuste de isócronas, para verificar se há uma diferença de idades entre as populações rica e pobre em metais de GCs

do Bojo e também entre as múltiplas populações de cada aglomerado. Para isso, tornou-se necessária a separação das MPs no diagrama cor-magnitude da MS ao RGB, o que foi feito implementando (com algoritmos de aprendizado de máquina) alguns métodos previamente aplicados, no intuito de garantir uma análise homogênea. Para o ajuste de isócronas, foram desenvolvidos métodos homogêneos baseados em inferência Bayesiana, com a aplicação da função verossimilhança e cadeias de Markov, tanto no contexto de população estelar simples como de múltiplas populações estelares. A estimativa da diferença entre as idades das MPs seria de grande relevância, pois trata-se de algo nunca feito na literatura por meio do ajuste de isócronas.

A presente dissertação está estruturada da seguinte maneira. No Capítulo 2 apresento o programa GO-13297, suas grandes contribuições para o cenário das MPs, seguido de uma descrição dos artigos relevantes com os GCs do Bojo da presente amostra. No Capítulo 3, os métodos de análise desenvolvidos, aplicados na separação de múltiplas populações estelares e nos ajustes de isócrona, são detalhados e validados. No Capítulo 4, os resultados dos seis aglomerados do Bojo e um do Halo interno são expostos e comparados, seguidos de uma discussão de suas possíveis implicações no cenário de formação dos GCs. E finalmente no Capítulo 5, as conclusões e as perspectivas são traçadas.

Este projeto de Mestrado foi desenvolvido em conjunto com o aluno Stefano Oliveira de Souza, bolsista de IC FAPESP sob processo 16/20566-7, também com orientação da Prof.^a Beatriz Barbuy. A princípio, nossos projetos diferiam na amostra de GCs a ser analisada, mas ambos envolviam a elaboração de ferramentas para análise das múltiplas populações e ajuste de isócronas. A ferramenta de ajuste de isócronas, baseada em linguagem Python e nomeada SIRIUS (Seção 3.2), foi inicialmente implementada em conjunto, e posteriormente o Stefano dedicou-se bastante à melhoria de aspectos computacionais do código (Souza et al. 2019, em preparação – Apêndice B.5).

O trabalho desenvolvido resultou em artigo produzido com a metodologia e os resultados deste projeto, desenvolvido dentro da colaboração do *HST UV Legacy Survey*, liderada por G. Piotto. O artigo será submetido por volta de maio de 2019 à revista *The Astrophysical Journal* (R. A. P. Oliveira, S. O. Souza, L. O. Kerber, B. Barbuy et al., em preparação – Apêndice B.4).

Dados: Programa GO-13297 (PI G. Piotto)

O programa de observação GO-13297, intitulado “*The HST Legacy Survey of Galactic Globular Clusters: Shedding UV Light on Their Populations and Formation*” (liderado por G. Piotto), foi proposto no Ciclo 21 do Telescópio Espacial Hubble (HST) e, classificado na categoria iniciativa-UV como *Treasury*, teve 131 órbitas alocadas para 2014. O objetivo foi obter fotometria nos filtros UV/azul F275W, F336W e F438W para distinguir as múltiplas populações estelares. As observações no óptico, do programa GO-10775 (PI A. Sarajedini; Sarajedini et al., 2007) para os mesmos aglomerados têm utilidade complementar em nosso objetivo de derivação de idades.

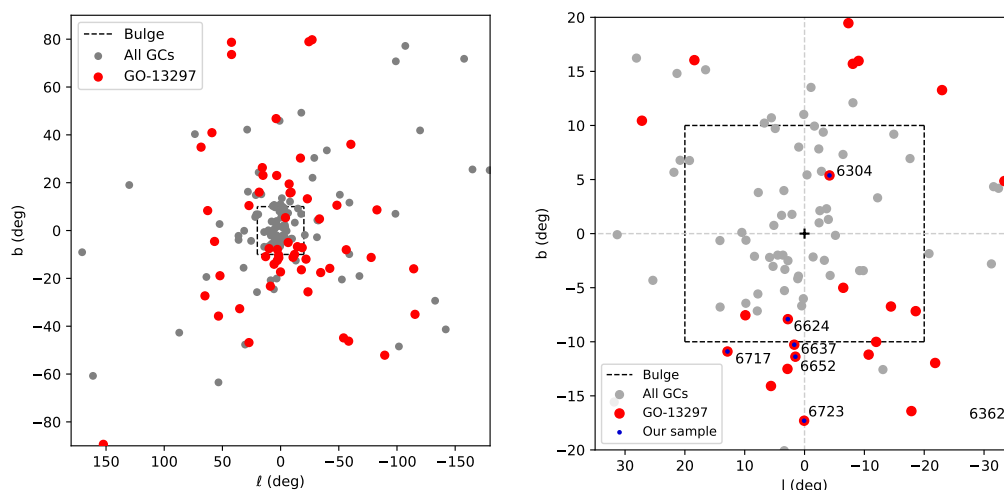


Figura 2.1: (Esquerda:) Distribuição das coordenadas galácticas dos 157 GCs presentes no catálogo de Harris (1996, edição de 2010), com os 57 GCs observados no programa GO-13297 marcados. (Direita:) Ampliação da região central da Via Láctea, com o Bojo destacado em linha tracejada e os GCs selecionados para análise ($R_{GC} \lesssim 3$ kpc) em azul. Os GCs restantes têm R_{GC} maiores ou $[Fe/H]$ menores, sendo pertencentes ao Halo (Bica et al., 2016).

Na Figura 2.1, são mostrados os 57 GCs observados nesse programa, sobrepostos com o restante dos aglomerados da Galáxia, no plano de coordenadas galácticas (Harris, 1996,

edição de 2010). A região do Bojo ($|\ell| < 20^\circ$, $|b| < 10^\circ$) é destacada com a linha tracejada. A fotometria do Bojo é muito dificultada pelo acúmulo de estrelas, alto avermelhamento e avermelhamento diferencial. O primeiro fator pode ser superado com a fotometria precisa e magnífica resolução espacial do HST, ou com sistemas de óptica adaptativa em telescópios terrestres. No entanto, o segundo fator é muito dependente do comprimento de onda, sendo agravado em comprimentos de onda próximos do UV ($A_{F275W}/A_V \approx 2.0$; $A_{F438W}/A_V \approx 1.3$) e atenuado mais próximo do infravermelho ($A_{F814W}/A_V \approx 0.6 \approx 2A_J/A_V \approx 6A_{K_S}/A_V$), uma vez que a radiação infravermelha atravessa as nuvens interestelares sem sofrer tanta absorção. Por esse motivo, os programas GO-10775 e GO-13297 concentraram-se em aglomerados do Halo e Disco, tendo poucos objetos do Bojo (Figura 2.1).

A WFC3, substituta da *Wide Field Planetary Camera 2* em 2009, é o instrumento mais avançado a bordo do HST a observar o espectro UV/visível/infravermelho próximo. Essa câmera pancromática foi desenvolvida com dois canais de detectores: *Ultraviolet and Visual Channel* (UVIS, cobrindo 200 – 1000 nm) e *Infrared Channel* (800 – 1700 nm). O UVIS contém 63 filtros e cobre um campo de visão (FoV) relativamente amplo de $160'' \times 160''$, com um par de detectores CCD $4k \times 4k$ e2v (escala de placa = $0.04''/\text{pixel}$).

Os filtros F275W, F336W e F438W (WFC3), F606W e F814W (*Wide Field Channel* na *Advanced Camera for Survey*, ACS/WFC) são de “banda larga” (*wide*, com a letra W) e suas curvas de resposta são apresentadas na Figura 2.2. Essas curvas têm comprimentos de onda efetivos de 2704 Å, 3355 Å, 4325 Å, 5887 Å e 8024 Å, com larguras à meia altura (FWHMs) de 500 Å, 550 Å, 695 Å, 2340 Å e 2555 Å, respectivamente¹.

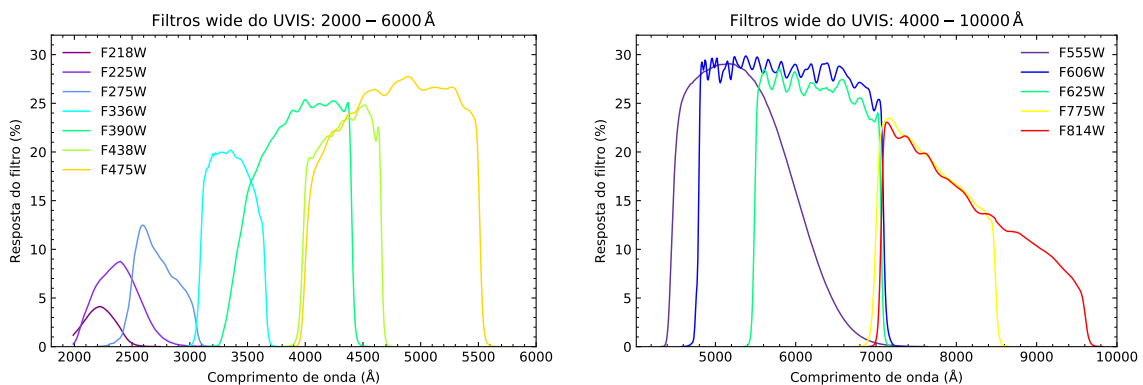


Figura 2.2: Curvas de resposta dos filtros *wide* no canal UVIS da câmera WFC3. As respostas e larguras à meia altura indicam que esses filtros são comparáveis a alguns filtros do sistema fotométrico UBVRI: F336W \sim U, F438W \sim B, F606W \sim V e F814W \sim I.

¹ http://www.stsci.edu/hst/wfc3/documents/handbooks/currentIHB/wfc3_ihb.pdf

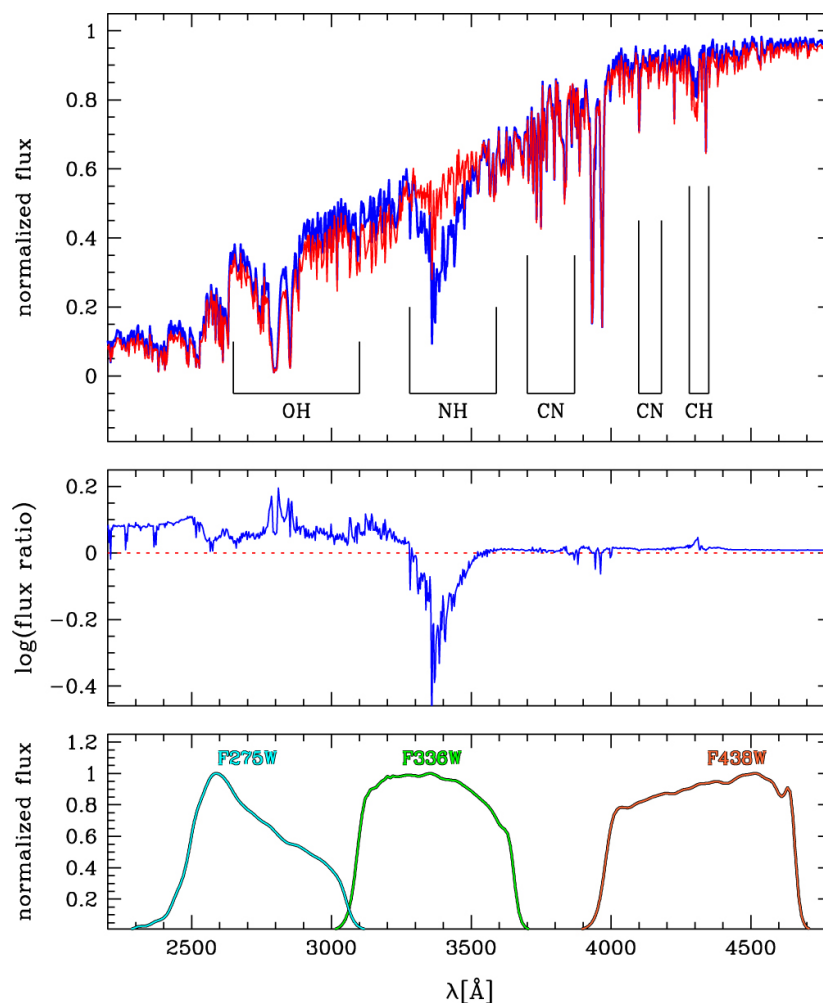


Figura 2.3: Painel superior: Espectros simulados de estrela da primeira geração em vermelho, e da terceira geração em azul (rica em N, pobre em C e O em relação à 1G, diferenças visíveis na profundidade das linhas). Painel central: razão entre os fluxos tendo 1G como referência, o que evidencia as diferenças entre os espectros. Painel inferior: Curvas de resposta dos filtros utilizados no programa GO-13297 (ver Figura 2.2), mostrando que eles cobrem completamente as bandas moleculares de OH, NH, CN e CH. Extraído de Artigo I.

O “trio mágico” de filtros UV/azul (F275W, F336W e F438W), usado nas observações do programa GO-13297, é capaz de separar e caracterizar os diferentes padrões de múltiplas populações dos GCs galácticos. Esses filtros são muito sensíveis a variações nas abundâncias de C, N e O (elementos das principais anticorrelações entre as múltiplas populações estelares), pois suas curvas de resposta incluem as bandas moleculares de OH, NH, CN e CH, como mostrado na Figura 2.3. Essa figura mostra os espectros simulados de uma estrela 1G de NGC 6752 (vermelho) e de uma estrela da terceira geração (azul), rica em N e pobre em C e O em relação à 1G, padrão que é observado na intensidade das linhas do espectro, principalmente na banda molecular de NH.

De acordo com a Figura 2.3, as estrelas 1G (mais ricas em C e O e mais pobres em N que estrelas 2G) possuem linhas mais fracas em relação às estrelas 2G na banda molecular de NH, mas mais fortes nas bandas moleculares de OH, CN e CH. As magnitudes de duas estrelas podem ser comparadas diretamente a partir de seus fluxos por:

$$m_1 - m_2 = -2.5 \cdot \log \left(\frac{F_1}{F_2} \right) \quad (2.1)$$

Tomando como exemplo o filtro F336W: como o fluxo de uma estrela 1G é maior comparado ao de uma estrela 2G nesse intervalo de comprimentos de onda (banda molecular de NH menos acentuada), a magnitude m_{F336W} é menor para a estrela 1G, ou seja, ela é mais brilhante. Já para os filtros F275W e F438W ocorre o contrário: as estrelas 1G são menos brilhantes em m_{F275W} e m_{F438W} . Assim, como as estrelas 1G são mais azuis que as estrelas 2G na cor ($m_{F336W} - m_{F438W}$), mas mais vermelhas na cor ($m_{F275W} - m_{F336W}$), a chamada pseudo-cor $C_{F275W,F336W,F438W}$, definida como $(m_{F275W} - m_{F336W}) - (m_{F336W} - m_{F438W})$, maximiza a separação entre as múltiplas populações.

Alguns estudos anteriores influenciaram na escolha mais adequada de filtros. As análises espectroscópicas e fotométricas em telescópios terrestres concluíram que fotometrias no ultravioleta e Strömgren são muito eficazes na identificação de MPs no RGB em aglomerados próximos (Marino et al., 2008). As observações nos Ciclos 18–20 com a WFC3/UVIS mostraram que as cores do UV+óptico separam as MPs ao longo de todo o CMD melhor que os filtros tradicionais do óptico, desde a sequência principal até o ramo horizontal (Bellini et al., 2010; Milone et al., 2012; Piotto et al., 2012).

Como explicitado na proposta de observação², o objetivo não é obter uma fotometria profunda com longos tempos de exposição, mas sim aplicar tempos de exposição suficientes para detectar o fenômeno de MPs até algumas magnitudes abaixo do MSTO. Para o filtro F275W, o filtro mais crítico nesse estudo, decidiu-se que a razão sinal-ruído fosse no mínimo 50 a quatro magnitudes abaixo do ramo horizontal (HB). Relativamente, a proporção dos tempos de exposição necessários para se obter a mesma razão sinal-ruído nos outros filtros (F336W e F438W) foi de (1.00 : 0.25 : 0.10). Os tempos de exposição aplicados para cada aglomerado e cada filtro são dados em Artigo I.

Além disso, como o campo de visão da WFC3 ($2.6' \times 2.6'$, um pouco menor que o campo da ACS/WFC: $3.4' \times 3.4'$) é pequeno para a observação dos GCs por inteiro, a análise ficou

² <http://www.stsci.edu/hst/phase2-public/13297.pro>

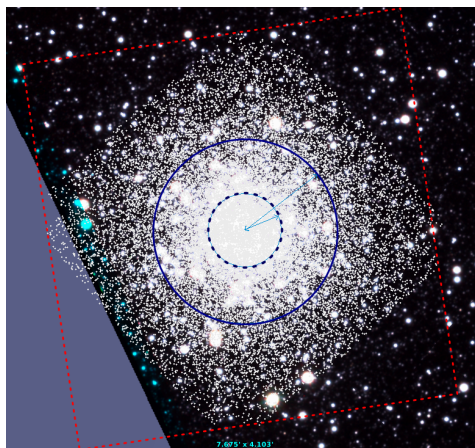


Figura 2.4: Ao fundo, a imagem composta do VVV-DR4 do aglomerado NGC 6637, orientada com o Norte para cima e Leste para a esquerda. Os pontos brancos são as estrelas detectadas na fotometria do GO-13297, com a câmera WFC3 ($2.6' \times 2.6'$). O quadrado vermelho tracejado corresponde à área observada pela câmera ACS ($3.4' \times 3.4'$) no programa GO-10775. Os raios em azul correspondem ao raio de *core* ($0.33'$ – raio dentro do qual o brilho superficial aparente cai pela metade) e raio à meia-luz ($0.84'$ – raio no qual metade da luminosidade do aglomerado está contida). Imagem feita com o auxílio do *software* Aladin Sky Atlas.

limitada à região mais central do aglomerado. Um exemplo é mostrado na Figura 2.4, para o aglomerado moderadamente rico em metais NGC 6637 (com os raios de *core* e à meia-luz de $0.33'$ e $0.84'$ na figura), em que as estrelas detectadas na fotometria estão marcadas em branco. Modelos teóricos e observações indicam que as estrelas 2G são mais concentradas centralmente (Simioni et al., 2016; Bastian e Lardo, 2018), salvo poucas exceções, de modo que as observações com a câmera WFC3 podem ser enviesadas nesse sentido.

As seções deste capítulo são organizadas da seguinte maneira. A Seção 2.1 apresenta os principais artigos publicados na série “The HST UV Legacy Survey of Galactic Globular Clusters”, identificando a problemática, a metodologia e principais resultados. A Seção 2.2 apresenta a amostra de sete GCs do Bojo e Halo interno, escolhidos para a presente análise, junto com seus parâmetros e resultados presentes na literatura. Por fim, a Seção 2.3 resume os métodos aplicados na redução de dados, descontaminação da fotometria por estrelas de campo (com movimento próprio) e correção do avermelhamento diferencial.

2.1 Artigos publicados dentro da colaboração

Até o momento, dezessete artigos foram publicados na colaboração “The HST UV Legacy Survey of Galactic Globular Clusters”, começando por Piotto et al. (2015, Artigo I), o qual apresenta o programa GO-13297 e os tempos de exposição aplicados aos aglomerados

observados, discute as características conhecidas das MPs e os possíveis “poluidores” do meio, e mostra os CMDs m_{F275W} vs. $m_{F275W} - m_{F814W}$ e m_{F336W} vs. $C_{F275W, F336W, F438W}$, justificando a escolha dos filtros. Os outros artigos exploram diferentes aspectos das múltiplas populações, alguns estudando aglomerados específicos e outros analisando amostras maiores ou toda a amostra de 57 GCs.

Milone et al. (2015, Artigo III), utilizando o método dos “mapas cromossomiais” (*chromosome maps*, ver Seção 3.1.1) nas estrelas do RGB e da MS, detectam cinco subpopulações estelares em NGC 2808 enriquecidas em He por $\Delta Y \sim 0.03 - 0.13$, em relação à primeira geração com He primordial ($Y_p \approx 0.247$; Pitrou et al., 2018). Nardiello et al. (2015, Artigo IV) estimam a diferença em He ($\Delta Y = 0.029 \pm 0.006$) e em idade (10 ± 120 Myr, assumindo que não há diferença em $[\text{Fe}/\text{H}]$ e $[\alpha/\text{Fe}]$) entre as duas populações de NGC 6352, utilizando diagramas cor-cor $m_{F336W} - m_{F438W}$ vs. $m_{F275W} - m_{F336W}$, assim como é feito no presente trabalho para as estrelas do SGB (ver Seção 3.1.2).

Renzini et al. (2015, Artigo V), como mostrado na Seção 1.3.1, revisam as propriedades das múltiplas populações e discutem seus possíveis cenários de formação nos GCs (estrelas supermassivas, binárias massivas interagentes, estrelas massivas de rápida rotação, estrelas AGB/super-AGB massivas). Brown et al. (2016, Artigo VII) analisam a morfologia do HB da maioria dos GCs observados, mostrando que há descontinuidades relacionadas com a cor das estrelas ($\propto T_{\text{eff}}$). Soto et al. (2017, Artigo VIII) introduzem os métodos de redução de dados e descontaminação da fotometria por movimento próprio, tomando a fotometria do programa GO-10775 como referência no deslocamento das estrelas ($\Delta t = 7 - 8$ anos), excluindo assim as prováveis estrelas de campo.

Milone et al. (2017, Artigo IX) exibem uma análise homogênea das múltiplas populações no RGB, aplicando novamente o método dos mapas cromossomiais, agora para os 57 GCs observados. Conclui-se que a fração de estrelas 1G varia entre 8 e 67% e se anticorrelaciona com a massa total do aglomerado. A diferença entre as abundâncias em He das gerações é abordada em dois artigos: um deles estuda o “bump” do RGB³ de 18 GCs e conclui que o enriquecimento médio é de $\overline{\Delta Y} = 0.011 \pm 0.002$ (Lagioia et al., 2018, Artigo XII); o outro simula espectros sintéticos, compara-os com as cores observadas das MPs e conclui que a variação máxima de He entre 1G e 2G é de 0.01 – 0.10, tendo correlação com a massa e

³ Aglomeração de estrelas em um ponto do RGB, produzida quando a camada de queima de H cruza a descontinuidade química deixada pelo envelope convectivo logo após a primeira dragagem.

a extensão do HB, ou seja, a variação na abundância em He é um dos possíveis segundos parâmetros que influenciam na morfologia do HB (Milone et al., 2018, Artigo XVI), sendo o primeiro a metalicidade.

E finalmente, o último artigo publicado (Nardiello et al., 2018, Artigo XVII) apresenta a liberação dos catálogos fotométricos e astrométricos dos GCs observados no programa GO-13297, detalhando a redução de dados, as calibrações fotométricas e soluções astrométricas, e novamente a seleção de membros a partir do movimento próprio. Os outros artigos não citados aqui analisam a distribuição espacial das MPs, o ramo horizontal e a evolução dinâmica com as estrelas retardatárias azuis (*blue stragglers*), em alguns aglomerados específicos.

Um trabalho com os métodos e resultados apresentados nessa dissertação está em fase final de produção (Oliveira, Souza e Kerber et al., em preparação), irá circular entre os colaboradores, e será submetido ao ApJ por volta de maio de 2019 (Apêndice B).

2.2 Amostra dos sete aglomerados do Bojo e Halo interno

Os aglomerados analisados foram selecionados pela metalicidade e localização no Bojo: NGC 6304, NGC 6624 e NGC 6637 como representativos do pico de GCs do Bojo moderadamente rico em metais ($[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.5$); NGC 6652, NGC 6717 e NGC 6723 representando a população moderadamente pobre em metais ($[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1.0$); e NGC 6362, aglomerado bem estudado do Halo interno como objeto de controle, também com $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1.0$. Os quatro últimos foram analisados por Stefano Souza, em colaboração com meus cálculos para a sub-amostra mais rica em metais. As coordenadas equatoriais e galácticas, distâncias ao Sol e ao centro Galáctico, excesso de cor, magnitude absoluta visual e massa dos sete GCs são colocados na Tabela 2.1.

A metalicidade e a localização central na Via Láctea foram os fatores que influenciaram na escolha dos 7 GCs da amostra. De acordo com as coordenadas galácticas e a Figura 2.5, mostrando a localização dos GCs sobreposta à imagem panorâmica da Via Láctea do Gaia DR2: NGC 6304, NGC 6624 e NGC 6637 são mais centrais no Bojo (com $|b| \lesssim 10^\circ$ e $R_{\text{GC}} \lesssim 2.5 \text{ kpc}$); NGC 6652, NGC 6717 e NGC 6723 são mais externos ($|b| \gtrsim 10^\circ$ e $R_{\text{GC}} \sim 2.5 \text{ kpc}$). As metalicidades e abundâncias químicas dos GCs, derivadas com espectroscopia de alta-resolução (exceto para NGC 6717), são apresentados na Tabela 2.2, com uma estimativa

Tabela 2.1 - Parâmetros dos seis aglomerados do Bojo (divididos pela metalicidade) e um do Halo interno, extraídos de Harris (1996, edição de 2010) e Gnedin e Ostriker (1997).

Nome	RA _{J2000} (h m s)	DE _{J2000} (° ' ")	ℓ (deg)	b (deg)	d_{\odot} (kpc)	R_{GC} (kpc)	$E(B - V)$ (mag)	M_V (mag)	Massa ($10^5 M_{\odot}$)
NGC 6304	17:14:32.25	-29:27:43.3	355.83	5.38	5.9	2.3	0.54	-7.30	1.93
NGC 6624	18:23:40.51	-30:21:39.7	2.79	-7.91	7.9	1.2	0.28	-7.49	3.32
NGC 6637	18:31:23.10	-32:20:53.1	1.72	-10.27	8.8	1.7	0.18	-7.64	3.44
NGC 6652	18:35:45.63	-32:59:26.6	1.53	-11.38	10.0	2.7	0.09	-6.66	2.59
NGC 6717	18:55:06.04	-22:42:05.3	12.88	-10.90	7.1	2.4	0.22	-5.66	1.23
NGC 6723	18:59:33.15	-36:37:56.1	0.07	-17.30	8.7	2.6	0.05	-7.83	3.74
NGC 6362	17:31:54.99	-67:02:54.0	325.55	-17.57	7.6	5.1	0.09	-6.95	1.17

Tabela 2.2 - Metalicidades e abundâncias químicas derivadas a partir de espectroscopia de alta-resolução. Os valores de $[\alpha/\text{Fe}]$ com \dagger foram calculados pela média das abundâncias de O, Mg, Si, Ca e Ti, se disponíveis. Referências: C18 – Conroy et al. (2018); M17 – Massari et al. (2017); R16 – Rojas-Arriagada et al. (2016); V11 – Valenti et al. (2011); L07 – Lee (2007); G15 – Gratton et al. (2015) para estrelas do HB azul (G15a) e vermelho (G15b).

NGC	[Fe/H]	[O/Fe]	[Na/Fe]	[Al/Fe]	[Mg/Fe]	[Si/Fe]	[Ca/Fe]	[Ti/Fe]	[Ba/Fe]	$[\alpha/\text{Fe}]$	Ref.
6304	-0.61 ± 0.02	—	—	—	+0.31	+0.20	+0.17	+0.30	—	+0.18 \dagger	C18
6624	-0.69 ± 0.02	+0.41	—	+0.39	+0.42	+0.38	+0.40	+0.37	—	+0.39	V11
6637	-0.77 ± 0.02	+0.20	+0.35	+0.49	+0.28	+0.45	+0.20	+0.24	+0.22	+0.27 \dagger	L07
6652	-0.93 ± 0.02	—	—	—	+0.45	+0.23	+0.25	+0.33	—	+0.32 \dagger	C18
6723	-0.98 ± 0.08	+0.29	+0.00	+0.31	+0.23	+0.36	+0.30	+0.24	+0.22	+0.28 \dagger	R16
	—	+0.39	+0.05	—	+0.52	—	—	—	—	+0.46 \dagger	G15a
	-1.22 ± 0.01	+0.53	+0.13	—	+0.51	+0.60	+0.81	—	+0.75	+0.61 \dagger	G15b
6362	-1.07 ± 0.01	—	—	+0.51	+0.54	+0.45	+0.26	+0.24	+0.61	+0.32	M17

da abundância em elementos- α e referências nas duas últimas colunas.

A Tabela 2.2 mostra que os aglomerados são ricos em elementos- α , com $[\alpha/\text{Fe}] \sim 0.40$, consistente com a população estelar pobre em metais e rica em elementos- α do Bojo (ver Seção 1.4), indicativo de rápida evolução química com enriquecimento químico dominado por supernovas com colapso do núcleo (tipo II). As metalicidades da Tabela 2.2 são ligeiramente menores que as metalicidades dadas em Harris (1996, edição de 2010) e Carretta et al. (2009), mas de modo geral os três aglomerados moderadamente ricos em metais dessa amostra têm metalicidades $-0.65 \lesssim [\text{Fe}/\text{H}] \lesssim -0.35$, e os três moderadamente pobres em metais (e NGC 6362) têm $-1.25 \lesssim [\text{Fe}/\text{H}] \lesssim -0.75$.

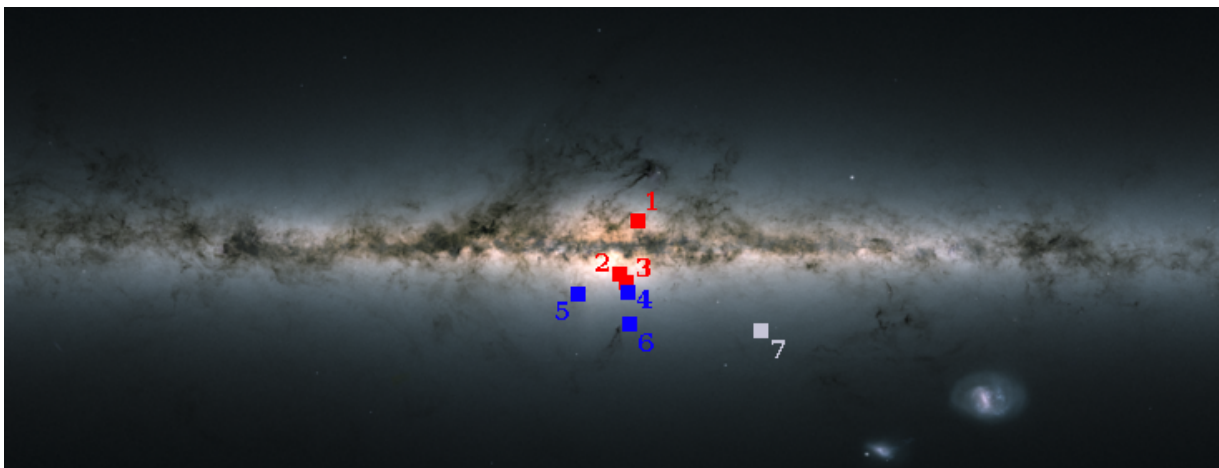


Figura 2.5: Recorte central da projeção cilíndrica equidistante do céu observado no Gaia DR2 (Gaia Collaboration et al., 2018), como mostrado na Figura 1.1. As localizações aproximadas dos sete aglomerados selecionados são destacadas em vermelho (ricos em metais), azul (pobres em metais) e cinza (NGC 6362), com os números na mesma ordem da Tabela 2.1.

2.2.1 NGC 6304, NGC 6624 e NGC 6637 (M69)

Os três aglomerados ricos em metais da amostra estão presentes em regiões mais centrais do Bojo, e portanto são mais afetados pelo avermelhamento devido à poeira interestelar. Eles possuem $E(B - V) \sim 0.20 - 0.50$, de modo que o avermelhamento diferencial espalha consideravelmente as estrelas nos diagramas cor-magnitude, dificultando as determinações de idade com ajuste de isócronas (Seção 2.3). Isso ocorre pois a direção diagonal do vetor avermelhamento é quase perpendicular às características mais sensíveis a variações de idade nos CMDs – a região entre o MSTO e o início do RGB.

A composição colorida em camadas desses 3 GCs geradas a partir de observações com a câmera ACS/WFC, nos programas GO-10573 e GO-10775 (filtros F435W, F555W, F606W e F814W), são apresentadas na Figura 2.6. As composições do programa GO-13297, com as observações nos filtros UV/azul F275W, F336W e F438W, são disponibilizadas na página que contém a liberação final dos dados⁴. Alguns resultados presentes na literatura para os três aglomerados são mostrados a seguir.

Ortolani et al. (2000) fizeram fotometria em B e V de NGC 6304 e obtiveram $E(B - V) \approx 0.5$, $d_{\odot} \approx 6$ kpc e $[Fe/H] \approx -0.6$, seguido de uma revisão completa dos trabalhos anteriores contendo o aglomerado. Valenti et al. (2005) observaram NGC 6304 e NGC 6637 nos filtros JHK do New Technology Telescope (ESO, 3.5 m), obtendo $[Fe/H] = -0.70$, $E(B - V) = 0.58$

⁴ <http://groups.dfa.unipd.it/ESPG/treasury.php>

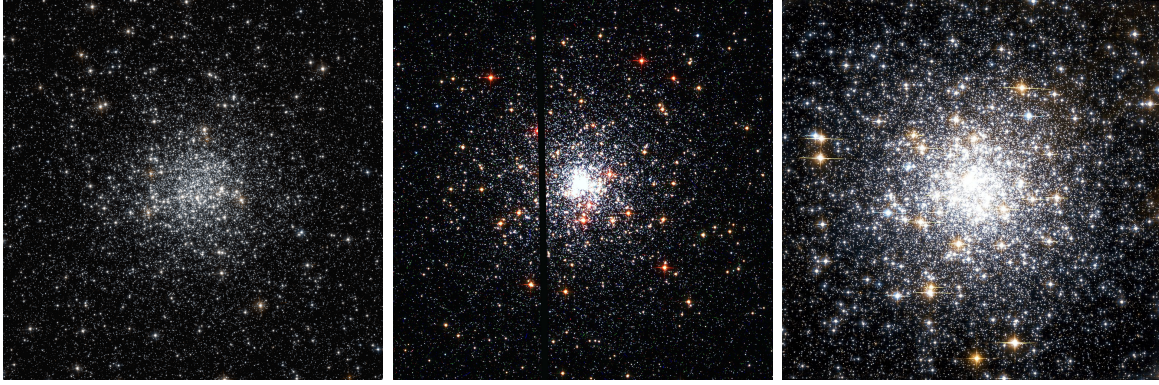


Figura 2.6: Imagens compostas dos três aglomerados ricos em metais da amostra, observados com o *Wide Field Channel* na *Advanced Camera for Survey* (ACS/WFC, com campo de visão de $3.4' \times 3.4'$), orientados com o Norte para cima e Leste para a esquerda. (*Esquerda:*) Imagem de NGC 6304 obtida pelo projeto GO-10775 com os filtros F606W e F814W; (*centro:*) imagem de NGC 6624 obtida pelo projeto GO-10573 com os filtros F435W, F555W e F814W; (*direita:*) imagem de NGC 6637 obtida pelo projeto GO-10775 com F435W, F606W e F814W.

e $d_{\odot} = 5.7$ kpc para o primeiro; e $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.68$, $E(B - V) = 0.14$ e $d_{\odot} = 9.42$ kpc para o segundo.

Heasley et al. (2000) apresentam os CMDs observados em V vs. $V - I$ (WFPC2/HST) de NGC 6624 e NGC 6637, calculando um módulo de distância aparente $(m - M)_V = 15.42$ e $E(V - I) = 0.42$ para o primeiro, e $(m - M)_V = 15.29$ e $E(V - I) = 0.24$ para o segundo. Valenti et al. (2011) observaram espectros no infravermelho de cinco estrelas de NGC 6624 com o NIRSPEC (telescópio Keck II), obtendo $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.69$, as abundâncias mostradas na Tabela 2.2 e uma velocidade radial de $-47 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$.

Além disso, NGC 6304 e NGC 6624 contêm várias fontes de raios X e raios gama e têm sido muito observados no estudo de sistemas binários de raios X com baixa massa (Guillot et al., 2013). NGC 6624 ainda contém 6 pulsares de milissegundo (Biggs et al., 1994; Lynch et al., 2012), os quais se formaram no início da vida dos aglomerados reciclando estrelas de nêutrons pela acreção de massa e momento angular da companheira binária (Alpar et al., 1982), ou pelo colapso induzido pela acreção de uma anã branca.

Os tempos de exposição para cada filtro são mostrados na Tabela 1 de Artigo I. Brown et al. (2016, Artigo VII) mostram que o HB dos três aglomerados ricos em metais e mais NGC 6652 se resume a um *red clump*, característica típica de aglomerados ricos em metais (as metalicidades são consideradas o parâmetro de maior influência na morfologia do HB, mas também há outros fatores, chamados de “problema do segundo parâmetro” – Sandage e Wildey, 1967). Os outros dois GCs pobres em metais, NGC 6717 e NGC 6723 ($[\text{Fe}/\text{H}] \sim$

-1.0), apresentam um HB azul estendido, característica típica para essas metalicidades e cujas estrelas podem ser interpretadas como representantes da segunda geração de estrelas (Gratton et al., 2015). Segundo o Artigo XVI, a variação média de He entre as estrelas da 1G e 2G não excede 0.01 dex para cada um dos sete GCs.

2.2.2 NGC 6652, NGC 6717 (Pal 9) e NGC 6723

Essa subamostra foi analisada por Stefano Souza, bolsista de IC FAPESP sob processo 16/20566-7. Preparou-se inicialmente artigos separados, mas depois as subamostras foram incorporadas num mesmo artigo (Apêndice B.4).

Os três GCs moderadamente pobres em metais do Bojo possuem latitudes e distâncias galactocêntricas maiores que os GCs ricos em metais, e conseqüentemente valores menores de avermelhamento, com $E(B - V) \sim 0.05 - 0.20$. Nesses três casos, o avermelhamento diferencial pode ser desconsiderado, por não ter efeito relevante na fotometria. A composição colorida desses 3 GCs é mostrada na Figura 2.7.

As metalicidades em torno de $[Fe/H] \sim -1.0$ são referências para as populações mais velhas do Bojo, de acordo com as evidências observacionais: (a) a distribuição de metalicidades dos GCs do Bojo tem dois picos, em $[Fe/H] \sim -0.5$ e -1.0 (Figura 1.6 – Bica et al., 2016); (b) as RR Lyrae velhas têm um pico em metalicidades $[Fe/H] \approx -1.0$ (Pietrukowicz et al., 2012); (c) há um pico de estrelas de campo enriquecidas em elementos- α nessa metalicidade (Schultheis et al., 2015); (d) há uma amostra de estrelas ricas em nitrogênio com a mesma metalicidade (Schiavon et al., 2017). Devido ao rápido enriquecimento químico das partes centrais da Galáxia, acredita-se portanto que a maioria das estrelas mais velhas do Bojo não seria tão pobre em metais como as estrelas do Halo, tendo metalicidades entre $-1.3 < [Fe/H] < -0.9$ (Wise et al., 2012).

Alguns resultados da literatura para esses GCs são apresentados a seguir. Ortolani et al. (1994) observaram NGC 6652 com o telescópio Danish (ESO, 1.54 m) nos filtros BVRIZ e estimaram uma metalicidade de $[Fe/H] \approx -0.9$, $E(B - V) \approx 0.10$ e $d_{\odot} \approx 9.3$ kpc. A partir de CMDs nos filtros F555W e F814W, Chaboyer et al. (2000) obtiveram $[Fe/H] = -0.85$, $(m - M)_V \approx 15.15$ e $E(V - I) \approx 0.15$. NGC 6652 e NGC 6717 possuem várias binárias de raios X e pulsares (Stacey et al., 2012; Morris e Mitchel, 2015).

NGC 6717, o aglomerado menos massivo e com menor metalicidade dessa amostra do Bojo, foi observado por Ortolani et al. (1999) nos filtros BV com o telescópio Danish/ESO,

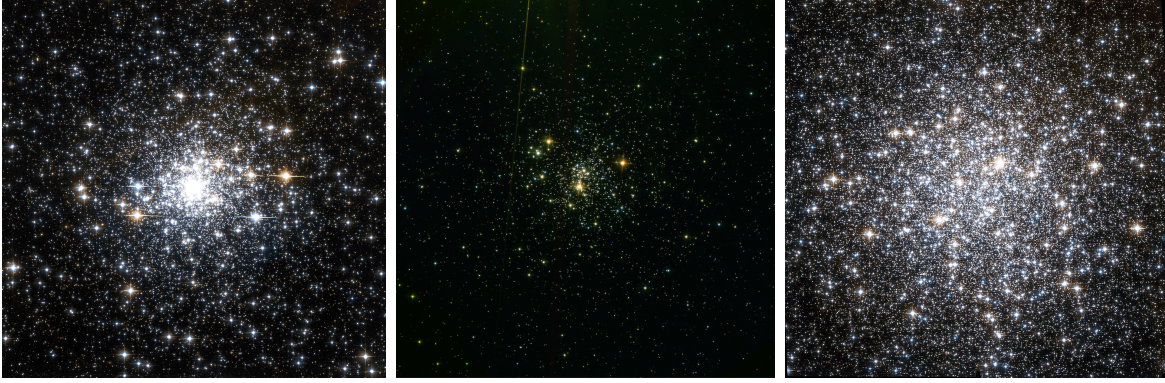


Figura 2.7: Igual à Figura 2.6. (Esquerda/direita:) NGC 6652 e NGC 6723 no projeto GO-10775 com os filtros F435W, F606W e F814W. (Centro:) NGC 6717, o menos massivo dessa amostra do Bojo, com os filtros F438W (GO-13297), F606W e F814W (GO-10775).

obtendo $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1.3$ (com um HB azul, o que sugere idades muito velhas), $E(B - V) = 0.23$ e $d_{\odot} \approx 7.1$ kpc, colocando o aglomerado nos arredores do bojo Galáctico.

NGC 6723 apresenta um ramo horizontal muito povoado, em ambos os lados da faixa de instabilidade, e várias estrelas RR Lyrae catalogadas (Clement et al., 2001, Seção 4.2.3). Alcaíno et al. (1999) obtiveram fotometria UBVRI com o telescópio do Observatório Las Campanas (2.5 m), e derivaram $E(B - V) = 0.11$, $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -1.22$ e $(m - M)_V \approx 14.76$. Com espectros de alta-resolução (FLAMES+GIRAFFE) de 58 estrelas do ramo horizontal de NGC 6723, Gratton et al. (2015) estudaram em detalhes a anticorrelação Na–O, obtendo uma metalicidade $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.22$ e as abundâncias da Tabela 2.2. Rojas-Arriagada et al. (2016) determinaram as abundâncias de sete gigantes vermelhas, obtendo $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.98$, velocidade radial de -96.6 ± 1.3 km·s⁻¹ e as abundâncias mostradas na Tabela 2.2.

2.2.3 NGC 6362

O aglomerado NGC 6362 é representativo da população velha do Halo interno ($3 \text{ kpc} \lesssim R_{\text{GC}} \lesssim 10 \text{ kpc}$ e $z \lesssim 5 - 10 \text{ kpc}$) e foi recentemente estudado por Mucciarelli et al. (2016) e Massari et al. (2017) em termos de abundâncias, e Kerber et al. (2018) em termos de idades. Em Bica et al. (2016), esse aglomerado é classificado como um intruso do Halo, na categoria de GCs ricos em metais (com $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1.0$, se considerarmos o sistema de GCs de toda a Galáxia – painel esquerdo da Figura 1.6) e com $R_{\text{GC}} > 4.5$ kpc, amostra correspondente à que levou à ideia de “GCs do disco” (Armandroff, 1989).

Por ter metalicidade similar às da amostra moderadamente pobre em metais do Bojo, pertencer às regiões mais internas do Halo e ser relativamente bem estudado, NGC 6362 foi

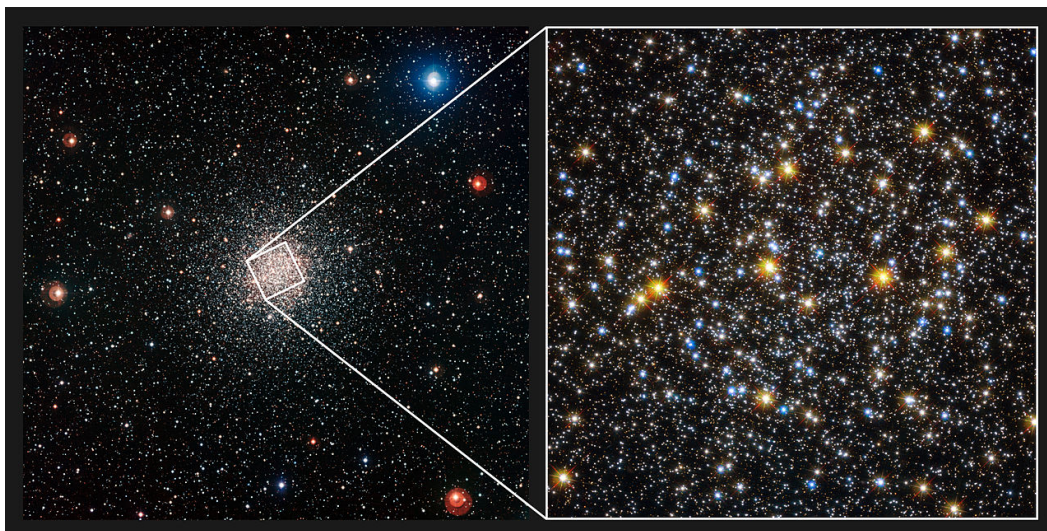


Figura 2.8: Comparação de observações de NGC 6362 com dois campos de visão diferentes. (Esquerda:) Imagem composta dos filtros BVI, obtida com o telescópio MPG/ESO (2.2 m, Observatório de La Silla), com um campo de visão de $34' \times 33'$. O Norte está para cima e Leste para a esquerda. (Direita:) Observação da região central do aglomerado, com os filtros F336W, F625W e F814W da ACS/WFC e WFC3, com um campo de visão de $2.6' \times 2.6'$. A imagem está orientada com o Norte a 26° à direita da vertical, e Leste para a esquerda, a 26° acima da horizontal.

escolhido como objeto de referência e controle. Ele está localizado a $R_{GC} = 5.1$ kpc e $\ell = -17.57^\circ$, em uma região com baixo avermelhamento $E(B-V) \lesssim 0.10$ e baixa contaminação por estrelas de campo. As análises espectroscópicas com alta-resolução indicam valores de metalicidade de $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.09 \pm 0.01$ (Mucciarelli et al., 2016) e $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.07 \pm 0.01$ (Massari et al., 2017), além de um enriquecimento em elementos- α . O primeiro encontrou evidência de múltiplas populações estelares e sugere que esse seria o GC menos massivo a apresentar tal fenômeno – $1.17 \times 10^5 M_\odot$.

Assim como NGC 6723, a morfologia do HB de NGC 6362 é intermediária entre o *red clump* (GCs moderadamente ricos em metais e NGC 6652) e o HB azul estendido (como NGC 6717), como mostrado em Artigo VII. A idade de NGC 6362 tem sido bastante analisada na literatura: Meissner e Weiss (2006) – 9.0 ± 0.5 Gyr usando suas próprias isócronas e 10.5 Gyr usando BaSTI, Marín-Franch et al. (2009) – 13.6 ± 0.6 Gyr, Dotter et al. (2010) – 12.5 ± 0.5 Gyr, Paust et al. (2010) – 14.0 Gyr, VandenBerg et al. (2013, ver Seção 4.2) – 12.50 ± 0.25 , Wagner-Kaiser et al. (2016) – 12.82 ± 0.04 Gyr e por fim Kerber et al. (2018). Esse último deriva uma idade de ~ 13 Gyr, $E(B-V) \approx 0.05$ e $d_\odot \approx 7.6$ kpc.

A Figura 2.8 mostra a composição em cores de NGC 6362, observado em dois telescópios com FoVs bem distintos: à esquerda, a observação com o Wide Field Imager no telescópio

MPG/ESO de 2.2 m, com FoV de $34' \times 33'$ (filtros BVI); à direita, a imagem da região mais central do aglomerado, criada combinando imagens no ultravioleta, visual e infravermelho (filtros F336W e F625W do programa GO-12008, e F814W do programa GO-10775), obtidas com a WFC/ACS e a WFC3, com um campo de visão de $2.6' \times 2.6'$ (~ 13 vezes menor que a imagem da esquerda).

2.3 Redução de dados, movimento próprio e avermelhamento diferencial

As observações dos 57 GGs nos programas GO-10775 e GO-13297 foram obtidas com uma diferença de tempo entre 7 e 8 anos, permitindo portanto que fosse determinado o movimento próprio entre as estrelas, uma vez que a astrometria do HST é suficientemente precisa. Calculados os deslocamentos relativos Δx e Δy em pixels entre as imagens, estes podem ser transformados nos movimentos próprios $\mu_\alpha \cos \delta$ e μ_δ , em unidades de $mas \cdot yr^{-1}$. Como o conjunto de estrelas em um aglomerado estelar é ligado gravitacionalmente, espera-se que o movimento de suas estrelas seja o mesmo, dentro das incertezas (pois as estrelas também se movem no referencial do aglomerado).

O chamado “diagrama ponto-vetor” (VPD) grafica esses deslocamentos em um plano bidimensional e, tendo as imagens de comparação o mesmo centro, o conjunto de estrelas em torno da origem corresponde às prováveis estrelas membro do aglomerado, e as estrelas fora da região central (nesse caso de 0.35 pixel, seguindo uma probabilidade de pertinência) são consideradas estrelas de campo, que estão dentro da região observada mas localizadas a distâncias maiores ou menores que o aglomerado (*foreground* ou *background*). A Figura 2.9 exemplifica esse método de descontaminação da fotometria para o aglomerado NGC 6681 (Artigo VIII), e mostra também o CMD final diferenciando as prováveis estrelas membro e de campo, e a distribuição espacial das estrelas observadas nos programas GO-10775 e GO-13297.

A descontaminação da fotometria, bem como as observações e reduções de dados (calibrações fotométricas, soluções astrométricas e geração dos catálogos preliminares e finais) foram realizadas pelos outros membros da colaboração internacional. As ferramentas de redução de dados são descritas em Artigo I, Artigo VIII e principalmente em Artigo XVII. Trata-se de adaptações à *pipeline* original de Anderson et al. (2008), amplamente utilizada na redução de dados do HST, a qual envolve fotometria por função de dispersão do ponto

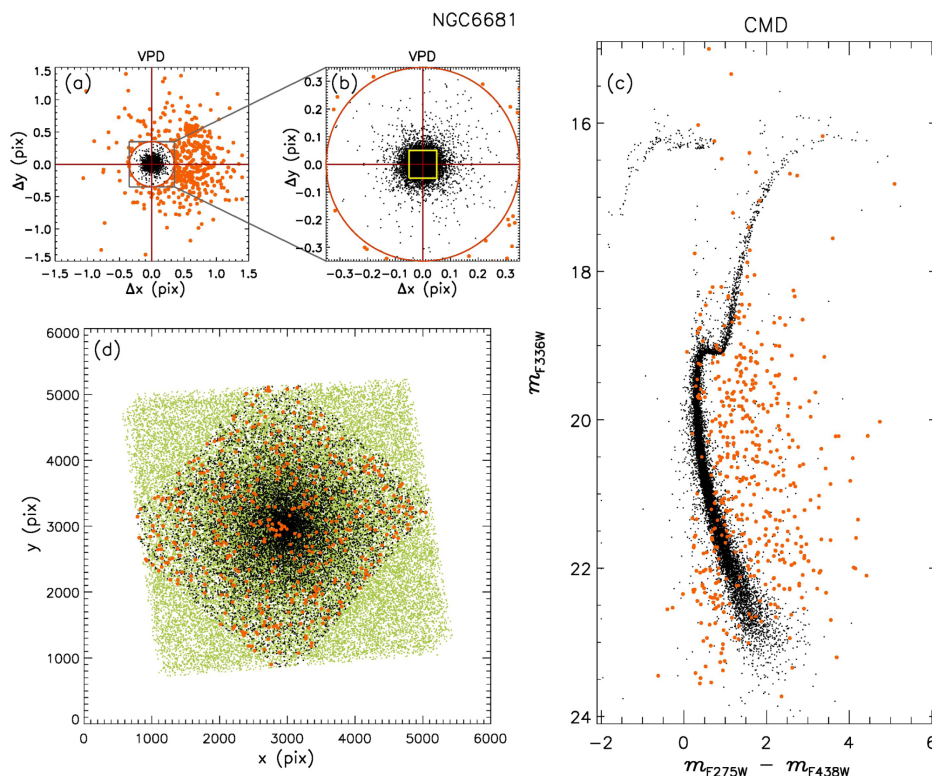


Figura 2.9: Exemplo do método de descontaminação da fotometria para NGC 6681. Os painéis mostram os VPDs com os deslocamentos das estrelas, o CMD final e a região observada, com as estrelas classificadas como membros em laranja. Extraído de Artigo VIII.

(*point spread function*, PSF). Os detalhes podem ser consultados nessas referências e fogem ao escopo dessa dissertação.

O avermelhamento diferencial (DR), causado por irregularidades espaciais nas nuvens de poeira e gás que deslocam para o vermelho a fotometria de objetos localizados atrás, é um grande problema para uma análise precisa de CMDs e determinação de idades. Isso acontece pois ele espalha principalmente as estrelas da sequência principal, e o vetor avermelhamento (seta vermelha na Figura 3.8, direção na qual as estrelas são espalhadas) é quase perpendicular ao SGB e MSTO, as características mais sensíveis à idade em CMDs. O efeito do DR é maior em aglomerados com grandes valores de excesso de cor $E(B - V)$, e sua correção não é tão simples por ser inviável quantificar as variações do avermelhamento em cada região do aglomerado. Em geral, são adotados métodos estatísticos para estimar e reverter o efeito do DR, consistindo geralmente em quantificar o espalhamento das estrelas comparado ao espalhamento intrínseco esperado sem a interferência de DR.

A correção aplicada pelos colaboradores aos dados do GO-13297 foi baseada no método desenvolvido em Milone et al. (2012). Adotando como referência a direção do vetor aver-

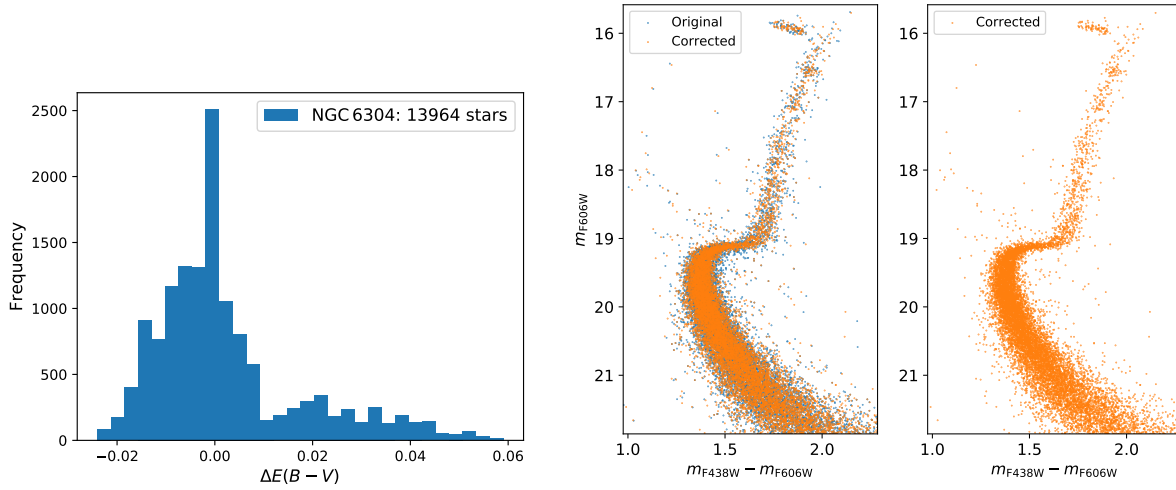


Figura 2.10: (Esquerda:) Histograma com a distribuição dos valores de DR $\Delta E(B - V)$ para NGC 6304. NGC 6624 e NGC 6637 possuem distribuições parecidas, mas com uma dispersão menor em torno de $\Delta E(B - V) = 0.00$. (Direita:) CMDs m_{F606W} vs. $m_{F438W} - m_{F606W}$ de NGC 6304 comparando as estrelas com e sem a correção por avermelhamento diferencial. A seta vermelha, chamada vetor avermelhamento com $E(B - V) = 0.50$, mostra a direção na qual as estrelas são espalhadas pelo avermelhamento diferencial.

melhamento, calcula-se a distância da estrela à linha fiducial em cada *bin* de magnitude (mediana em cor das estrelas, suavizada por uma *spline* cúbica) e, baseado nessa quantidade, determina-se o DR $\Delta E(B - V)$ de cada estrela. Esse resultado pode ser transformada para os filtros de interesse com:

$$\Delta \text{Filtro} = \frac{A_\lambda}{A_V} \cdot 3.1 \cdot \Delta E(B - V) \Rightarrow \Delta F438W \approx 1.34897 \cdot 3.1 \cdot \Delta E(B - V), \quad (2.2)$$

onde A_λ/A_V é obtida da lei de extinção utilizada na calibração da fotometria. Portanto, a cor e a magnitude corrigidas de uma estrela são, por exemplo:

$$m_{F606W, \text{corr}} = m_{F606W} - \Delta F606W \quad (2.3)$$

$$(m_{F438W} - m_{F606W})_{\text{corr}} = m_{F438W} - m_{F606W} - (\Delta F438W - \Delta F606W) \quad (2.4)$$

O avermelhamento diferencial é maior em aglomerados com alta extinção e, na presente amostra, apenas os GCs moderadamente ricos em metais tiveram que ser corrigidos, pois possuem $E(B - V) \gtrsim 0.20$. Para os outros GCs, o efeito é tão pequeno que é ignorado. A Figura 2.10 mostra um histograma dos valores de $\Delta E(B - V)$ para as estrelas de NGC 6304 e seu CMD corrigido segundo a Equação 2.3. Esse aglomerado, que possui $E(B - V) \sim 0.50$, é o pior dos casos dessa amostra, com $\Delta E(B - V)$ que chegam a 0.06.

O catálogo final que nos é fornecido contém portanto para cada estrela: posição XY no detector em pixels, coordenadas equatoriais (RA e DEC), magnitudes nos filtros F275W, F336W, F438W, F606W e F814W (e as respectivas incertezas), e o avermelhamento diferencial $\Delta E(B - V)$.

Metodologia

De modo geral, a metodologia adotada no presente trabalho foi a seguinte. Inicialmente, foi realizada a separação das múltiplas populações na sequência principal, ramo de gigantes vermelhas (MS e RGB, otimizando o método dos mapas cromossomiais desenvolvido em Artigo III e Artigo IX) e ramo de subgigantes (SGB, otimizando a aplicação de diagramas cor-cor, aplicados em Artigo IV). Para executar o ajuste dos modelos de evolução estelar de maneira uniforme e auto-consistente nos 7 GCs, desenvolvemos uma ferramenta robusta em linguagem `Python`, baseada no ajuste de isócronas via inferência Bayesiana (função de verossimilhança e cadeias de Markov, ver Seção 3.2). Em um primeiro momento, foi feito o ajuste de isócronas com os filtros F438W e F606W, tratando os aglomerados como uma população estelar simples (SSP). Tendo os principais parâmetros de cada aglomerado, foi realizado o ajuste de isócronas separadamente para cada população, impondo que $[\text{Fe}/\text{H}]$, $(m - M)_0$ e $E(B - V)$ fossem os mesmos dentro das incertezas e mantendo a idade como parâmetro livre. Esses métodos são detalhados nas seções seguintes.

Tradicionalmente, os métodos de ajuste de isócronas consistiam no ajuste visual de isócronas, determinação da diferença em magnitude entre o HB e o MSTO ($\Delta V_{\text{TO}}^{\text{HB}}$; Vandenberg et al., 2013) ou em métodos estatísticos que exploram um espaço de parâmetros muito limitado. Em alguns casos, eles podem subestimar a qualidade dos dados, e a eficácia dos métodos estatísticos ou das ferramentas computacionais. Em contrapartida, trabalhos mais atuais (p. ex. Dias et al., 2016; Wagner-Kaiser et al., 2017; Kerber et al., 2018, 2019) têm explorado melhor as capacidades computacionais. Nesse sentido, o objetivo deste trabalho é obter as idades e outros parâmetros astrofísicos com ajuste estatístico de isócronas, mapear as múltiplas populações e analisar se ocorre alguma diferença detectável em idades através de ajuste de isócronas, com dados fotométricos de alta-precisão.

3.1 Separação das múltiplas populações estelares

Como apresentado no Capítulo 2, os dados obtidos no projeto de observação GO-13297 foram os primeiros capazes de caracterizar o fenômeno das múltiplas populações até a baixa sequência principal e para uma amostra grande de aglomerados. O padrão de abundâncias químicas entre as populações permitiu a elaboração de diagramas e técnicas muito eficazes na separação das populações. Essa separação, além de estimar a quantidade de estrelas 1G e 2G, permite caracterizar melhor cada população, em termos de idades, distribuição radial e abundâncias químicas, principalmente. Abaixo, os métodos adaptados de três artigos da série para a separação das populações desde o RGB até a MS são descritos.

3.1.1 Mapas cromossomiais (estrelas do RGB e MS)

Apesar de a espectroscopia ser a maneira mais direta de revelar variações sistemáticas nas abundâncias, ela em geral fica restrita a pequenas amostras de estrelas. Por outro lado, a fotometria amostra uma grande quantidade de estrelas dependendo do campo de visão e da profundidade ótica dos instrumentos, e tem sido muito importante na caracterização das múltiplas populações. A partir dos trabalhos pioneiros de Bedin et al. (2004) e Piotto et al. (2005), numerosos trabalhos têm identificado e explorado diversos aspectos das MPs (Carretta et al., 2009; Piotto et al., 2015; Milone et al., 2017), sobretudo com a fotometria de alta-precisão do Telescópio Espacial Hubble (ACS, WFPC2 e WFC3).

Uma população estelar simples, composta por estrelas de mesma idade e quimicamente homogêneas, apresenta um espalhamento intrínseco em diagramas cor-magnitude devido somente aos erros observacionais, presença de binárias ou avermelhamento diferencial. No ramo de gigantes vermelhas, em que o fator predominante seria o erro observacional, espalhamentos maiores que o esperado são atribuídos principalmente ao fenômeno das múltiplas populações, melhor observado em comprimentos de onda próximos do azul. Os filtros de banda-larga da WFC3 no UV/azul são ideais para o estudos das MPs, por incluírem as bandas moleculares de OH, NH, CN e CH, e detectarem portanto as anticorrelações C–N e Na–O.

A pseudo-cor $C_{F275W,F336W,F438W}$, combinação das cores $m_{F275W} - m_{F336W}$ e $m_{F336W} - m_{F438W}$ (definida por Milone et al., 2013), consegue englobar toda a contribuição do ‘trio mágico de filtros’ (Artigo I) em uma única grandeza, dando ainda um peso maior à mag-

nitude no filtro F336W, o qual inclui a banda de NH, a maior diferença na razão dos fluxos de estrelas 1G e 2G (Figura 2.3). Para mapear a distribuição de estrelas no RGB (estágio que contém menos estrelas e menores erros fotométricos, comparado com SGB e MS) e possivelmente diferenciar as múltiplas populações, Artigo III e Artigo IX desenvolveram os chamados “mapas cromossomiais”, que consistem em um diagrama pseudo-cor-cor com pequenas transformações nos eixos.

Inicialmente, com o objetivo de retificar a distribuição de estrelas no RGB (que possui uma pequena inclinação, proporcional à metalicidade dos aglomerados) e desconsiderar as estrelas de campo que sobreviveram à descontaminação por movimento próprio, são calculados dois envoltórios limitando o 4° e o 96° percentis de estrelas em cada *bin* de magnitude m_{F814W} , localizados nas bordas vermelha e azul do RGB. Isso é feito em dois diagramas cor-magnitude (Figura 3.1): m_{F814W} vs. $m_{F275W} - m_{F814W}$ (tomado como base, pois não possui as sequências divididas) e m_{F814W} vs. $C_{F275W,F336W,F438W}$ (mais rigorosamente é um pseudo-CMD, com uma clara divisão das MPs). O método apresentado aqui é aplicado também às estrelas da MS, assim como feito em Artigo III.

Tomando as linhas azuis e vermelhas como referência, calcula-se para cada estrela duas quantidades que levam em consideração a cor da estrela em cada CMD:

$$\Delta_{F275W,F814W} = W_{F275W,F814W} \cdot \frac{X_V - X}{X_V - X_A} \quad (3.1)$$

$$\Delta_{C_{F275W,F336W,F438W}} = W_{C_{F275W,F336W,F438W}} \cdot \frac{C_V - C}{C_A - C_V}, \quad (3.2)$$

onde $X = (m_{F275W} - m_{F814W})$, C é a pseudo-cor $C_{F275W,F336W,F438W}$ e os índices A/V se referem aos envelopes azul e vermelho. W é a largura do RGB na respectiva cor, calculada duas magnitudes acima do MSTO, tal como definido em Artigo IX, mas neste trabalho essa quantidade é ignorada, uma vez que só afetaria na escala dos eixos do mapa cromossomial. Portanto, os Δ 's quantificam a distância horizontal em cor (ponderada pela separação entre os envelopes) de cada estrela aos envelopes, em cada um dos CMDs: quanto mais próximo de zero, mais próximo a estrela se encontra da linha vermelha; e quanto mais próximo de W (ou de 1 quando a largura é desprezada), mais próximo da linha azul.

O mapa cromossomial é o diagrama composto por essas duas quantidades em seus eixos horizontal e vertical: $\Delta_{C_{F275W,F336W,F438W}}$ vs. $\Delta_{F275W,F814W}$. As estrelas próximas à origem do referencial, com $\Delta_{C_{F275W,F336W,F438W}} = \Delta_{F275W,F814W} = 0$, pertencem à primeira geração (1G) pois são mais brilhantes na magnitude m_{F336W} e menos brilhantes em m_{F275W}

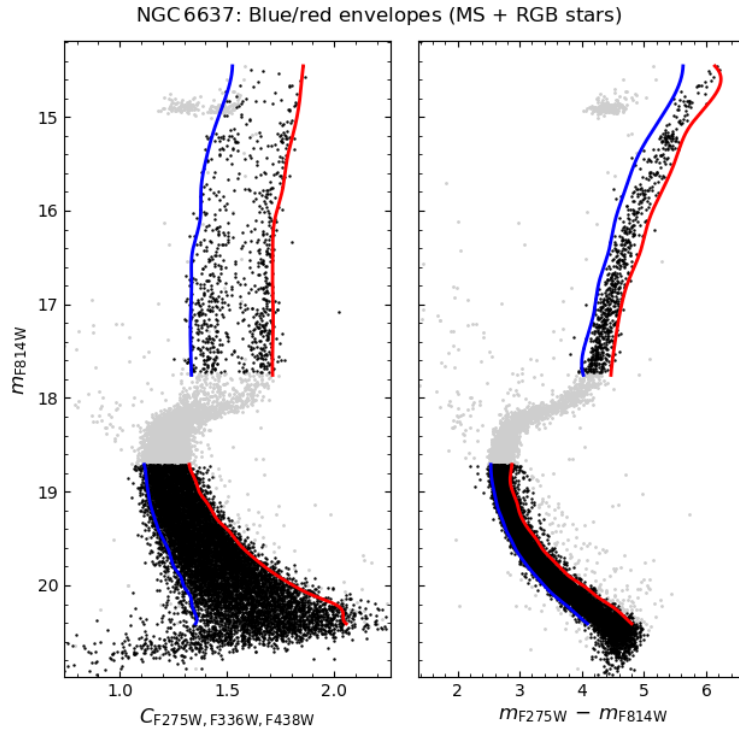


Figura 3.1: Envelopes azul e vermelho contendo o 4° e o 96° percentis de estrelas do RGB e MS para cada *bin* de magnitude, para o aglomerado NGC 6637. Essas linhas, feitas em dois CMDs, são a base para o cálculo dos Δ s das Equações 3.1 e 3.2

e m_{F438W} , comparadas às estrelas da segunda geração (2G), estas últimas espalhadas em valores maiores de $\Delta_{C\ F275W, F336W, F438W}$.

No Artigo IX, para definir exatamente a fronteira que separa as duas gerações, aplica-se inicialmente uma rotação em sentido anti-horário de 18° ao diagrama (inclinação média da 1G nos GCs da amostra) através de uma matriz de rotação bidimensional simples, produzindo assim o diagrama Δ_2 vs. Δ_1 . A transformação dos eixos é dada pela seguinte multiplicação de matrizes, assumindo um ângulo $\theta > 0$ para o sentido anti-horário:

$$\begin{bmatrix} \Delta_1 \\ \Delta_2 \end{bmatrix} = \begin{bmatrix} \cos(\theta) & -\sin(\theta) \\ \sin(\theta) & \cos(\theta) \end{bmatrix} \cdot \begin{bmatrix} \Delta_{F275W, F814W} \\ \Delta_{C\ F275W, F336W, F438W} \end{bmatrix}$$

Depois da rotação do diagrama, fazendo um histograma da distribuição e simulando a distribuição dos erros observacionais com métodos de Monte Carlo (pontos e histograma laranjas na Figura 3.2, extraída do Artigo IX), o autor define que a faixa horizontal que delimita a 1G e 2G no plano Δ_2 vs. Δ_1 é o desvio de 3σ a partir da média do histograma dos erros observacionais (linha tracejada na Figura 3.2). Apesar de esse método ser muito

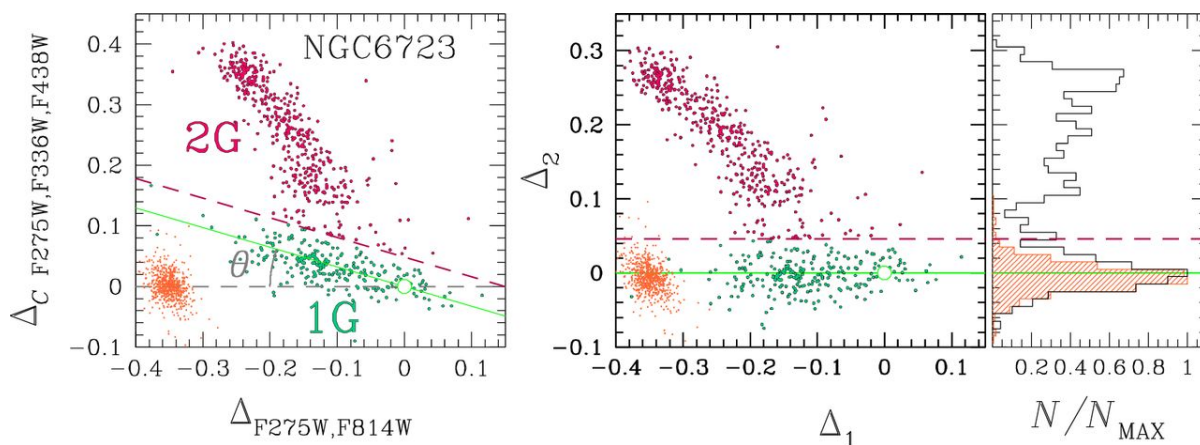


Figura 3.2: Mapa cromossomial (diagrama pseudo-cor-cor com transformações nos eixos) e sem a rotação por um ângulo $\theta = 18^\circ$ para o aglomerado NGC 6723. A linha de separação entre as estrelas 1G (verde) e 2G (vermelho) é definida como o desvio de 3σ do histograma laranja, que representa a distribuição esperada de estrelas devida unicamente aos erros observacionais. Extraído de Artigo IX.

eficaz e convincente, delimitar as múltiplas populações com uma simples linha pode ser enviesado ou impreciso em alguns casos, dada a grande variedade do fenômeno das MPs nos aglomerados em geral.

No presente trabalho, fazemos algumas modificações para adaptar o método à aplicação de três métodos baseados em aprendizado de máquina (*machine learning*): o modelo de mistura de gaussianas (GMMs, *gaussian mixture models*), acoplado ao algoritmo de classificação chamado máquina de vetores de suporte (SVM, *support vector machines*) e ao método estatístico de regressão linear. Esse conjunto de métodos aplica inicialmente um treino supervisionado, como é de costume para o aprendizado de máquina, analisando uma parcela da amostra (1/3 nesse caso) selecionada aleatoriamente. Feita a classificação da amostra de treino, o padrão de classificação é aplicado ao restante da amostra. Nos parágrafos seguintes, é feita uma breve introdução dos três métodos, com destaque na maneira com que foram aplicados nos mapas cromossomiais; os detalhes sobre eles e sobre a biblioteca `scikit-learn` do `Python` são fornecidos na Seção 3.1.3.

O modelo de mistura de Gaussianas, um método de agrupamento de dados (*clustering*), é um modelo probabilístico e iterativo que assume que os dados são gerados pela mistura de um número finito de Gaussianas, sendo capaz de ajustar distribuições Gaussianas multivariadas a esse conjunto de dados. Seu treinamento iterativo utiliza-se do algoritmo de maximização da esperança (Dempster et al., 1977), o qual consiste em estimar parâmetros a partir de maximização da verossimilhança em modelos estatísticos dependentes de variáveis

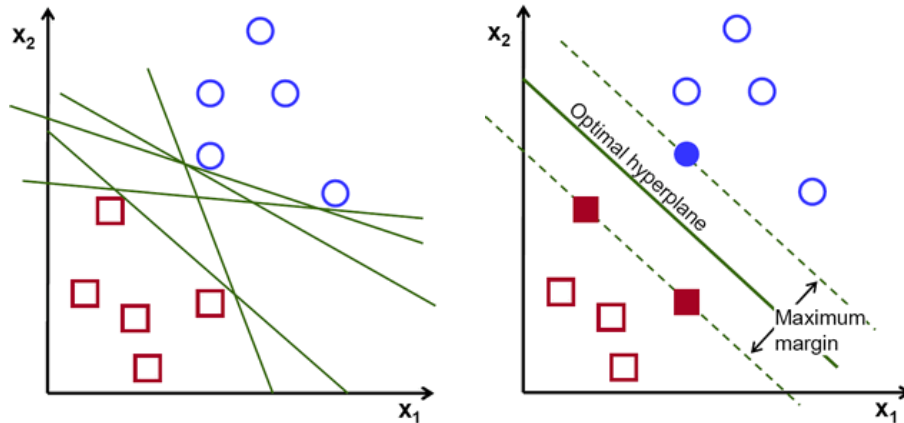


Figura 3.3: Exemplo de distribuição de dados em um plano bidimensional para determinação do melhor hiperplano, que maximiza a margem entre o hiperplano e os pontos mais próximos a ele, chamados vetores de suporte (símbolos preenchidos), otimizando a separação em dois subgrupos. Adaptação de Cortes e Vapnik (1995).

não-observáveis, dentro de equações que não podem ser resolvidas diretamente. De modo geral, o GMM pode ser entendido como um agrupamento “K-means” (o qual particiona iterativamente n pontos em k grupos, classificando-os de acordo com sua distância à media dos k grupos; MacQueen, 1967) mais sofisticado, por conter informação da covariância dos dados e dos centros das Gaussianas.

Outro método aplicado em nossa adaptação nos mapas cromossomiais é o método de classificação de dados chamado máquina de vetores de suporte. Ele tem como objetivo encontrar um hiperplano (uma fronteira de decisão) em um espaço N -dimensional que otimize a separação entre X subgrupos ou classes. N é o número de características calculadas para os dados e, por consequência, o hiperplano tem dimensão $N - 1$: como o mapa cromossomial é bidimensional, o hiperplano se resume a uma linha reta.

Essa ideia é melhor descrita pela Figura 3.3 (adaptação de Cortes e Vapnik, 1995, por Rohith Gandhi¹), que apresenta uma distribuição de dados em um espaço bidimensional, assumindo que os dados são linearmente separáveis em duas categorias. Para fazer a separação, existem vários hiperplanos (linhas retas verdes, no painel esquerdo da Figura 3.3) que podem ser escolhidos. O método SVM, por meio de várias iterações, define o hiperplano que maximiza a margem de separação aos vetores de suporte – pontos mais próximos do hiperplano e que portanto influenciam na orientação e posição deste. Essa maximização (ou minimização do erro do classificador) garante que a separação dos dados seguintes será

¹ <https://towardsdatascience.com/support-vector-machine-introduction-to-machine-learning-algorithms-934a444fca47>

a mais confiável dentre todas as possibilidades.

O último dos três métodos de *machine learning* adotados em nossa adaptação dos mapas cromossomiais é a regressão linear. A regressão analisa e modela a relação matemática que associa uma variável dependente e outras variáveis chamadas independentes. No caso de uma única variável independente, o método é chamado regressão linear simples ou, caso contrário, de regressão linear múltipla. A regressão é um tipo básico e muito usado de modelagem preditiva, e se preocupa principalmente em minimizar o erro de um modelo para fazer as predições mais precisas possíveis.

A partir a construção do mapa cromossomial $\Delta_{C\text{F275W,F336W,F438W}}$ vs. $\Delta_{F275W,F814W}$ (painel esquerdo da Figura 3.2, por exemplo), nossa adaptação difere do método original de Artigo IX. A adaptação segue os seguintes passos na separação das MPs: (i) os eixos são renormalizados para ficarem na mesma escala; (ii) uma amostra de treino (1/3 do total) é selecionada aleatoriamente; (iii) os GMMs são aplicados nessa amostra reduzida para estimar os centros das distribuições Gaussianas; (iv) é feita uma pré-classificação das populações com o SVM, tomando como referência a distância da estrela aos centros das Gaussianas; (v) aplica-se uma regressão linear sobre sub-amostra da 1G, para obter o ângulo θ ; (vi) agora com a amostra completa, os eixos são rotacionados em θ ; (vii) os GMMs são aplicados ao mapa cromossomial completo, agora com uma melhor estimativa dos centros; (viii) classificação 1G/2G de todas as estrelas, baseada na distância aos centros.

Tomando como referência a distância aos centros das Gaussianas, é possível traçar uma linha em que a distância aos dois centros é exatamente a mesma. Essa linha corresponde à fronteira de decisão, ou seja, o melhor hiperplano do método SVM, que maximiza a margem de separação. Para as estrelas localizadas sobre essa linha, ou seja, que encontram-se à mesma distância dos dois centros, o algoritmo sorteia sua classificação, pesando pelas frações de estrelas classificadas como 1G ou 2G (N_{1G}/N_{TOT} e N_{2G}/N_{TOT}).

Em resumo, aplicamos métodos estatísticos de classificação, não aplicando as larguras W do RGB e nem o ângulo de exatamente 18° do método original de Artigo IX. A biblioteca `scikit-learn` do `Python` (Pedregosa et al., 2011) engloba vários algoritmos de aprendizado estatístico de máquinas (tais como classificação, regressão e *clustering*) de maneira simples e de fácil acesso. Ela foi acoplada ao nosso código nos três métodos com aprendizado de máquina utilizados na separação: GMMs, SVM e regressão linear. Maiores detalhes sobre

os algoritmos de classificação e suas referências históricas, e também sobre a biblioteca `scikit-learn` do Python, são dados na Seção 3.1.3. Os mapas cromossomiais resultantes com as estrelas do RGB e MS são colocados na Seção 4.1 e, apesar de as técnicas serem um pouco diferentes, as frações N_{1G}/N_{TOT} para o RGB obtidas neste trabalho são coerentes com as apresentadas em Artigo IX.

3.1.2 Diagramas cor-cor (estrelas do SGB)

Como o ramo de subgigantes (SGB) é praticamente horizontal e suas MPs aparentam ser misturadas, o método de mapas cromossomiais não pode ser aplicado, uma vez que ele só é capaz de detectar as sequências de MPs através de sua distribuição horizontal em cor. Portanto, aplicamos para essas estrelas o diagrama cor-cor (DCC) $m_{F336W} - m_{F438W}$ vs. $m_{F275W} - m_{F336W}$ (combinação apropriada de magnitudes no UV/azul), como descrito em Artigo IV. Nesse artigo, esse diagrama é aplicado para as estrelas da MS, SGB, RGB, e também do ramo horizontal (HB) e ramo assintótico das gigantes (AGB): observa-se um padrão bimodal na distribuição das estrelas e uma linha diagonal é traçada “a olho” como a divisão entre 1G e 2G (Figura 3.4), exceto para as estrelas da MS. Para estas últimas, baseado na pré-classificação no DCC, são traçadas duas linhas fiduciais no CMD m_{F814W} vs. $C_{F275W,F336W,F438W}$ que são verticalizadas para analisar a distribuição das estrelas em um histograma (painel direito da Figura 3.4).

Além da separação das MPs em todo o CMD, Artigo IV também explora os dados nos vários comprimentos de onda do projeto GO-13297 (além de F625W e F658N) disponíveis para NGC 6352 ($R_{GC} = 3.3$ kpc, pertencente ao Bojo externo), estimando a diferença entre as abundâncias em He e as idades (a partir de CMDs sintéticos) das gerações identificadas. Os resultados encontrados são: $\Delta Y = 0.029 \pm 0.006$ ($Y_{2G} > Y_{1G}$) e $\Delta \text{Age} = 10 \pm 120$ Myr (assumindo nenhuma diferença em $[\text{Fe}/\text{H}]$, $[\alpha/\text{Fe}]$ e conteúdo em C+N+O).

Como visto em Artigo IV, os diagramas cor-cor não são tão precisos na identificação das MPs na sequência principal. Uma vez que o método dos mapas cromossomiais são mais precisos e confiáveis, neste trabalho decidiu-se aplicar os diagramas cor-cor apenas no SGB. Porém, por se tratar de uma classificação de subgrupos em um plano bidimensional em ambos os casos, os três métodos com *machine learning* aplicados na Seção 3.1.1 (GMMs, SVM e regressão linear) também podem ser aplicados aos DCCs na determinação da reta que melhor separa 1G e 2G, garantindo assim uma uniformidade nos métodos adotados.

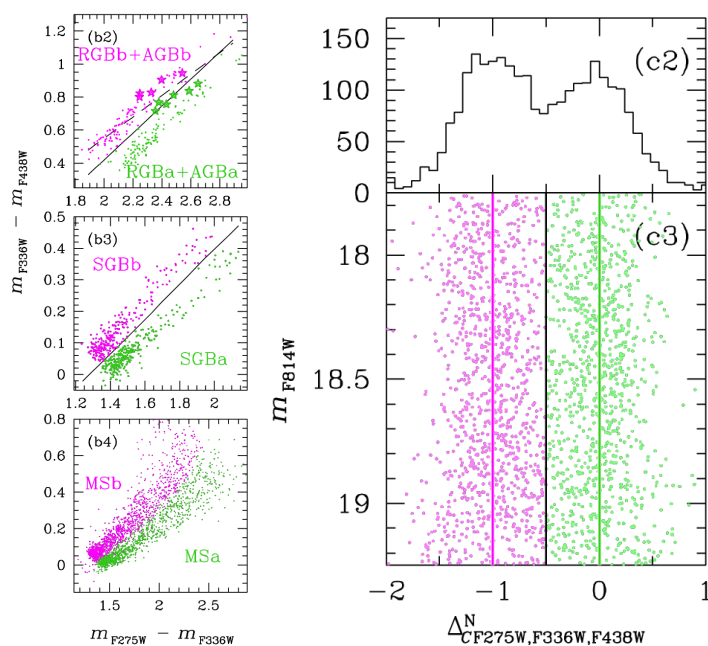


Figura 3.4: Diagramas cor-cor utilizados na separação das múltiplas populações das estrelas do RGB, SGB e MS no aglomerado NGC 6352 (extraído de Artigo IV), com as estrelas 1G em verde e as 2G em rosa. Para a determinação da linha de separação na MS, é feita uma verticalização em cor com linhas fiduciais, similar ao método dos mapas cromossomiais.

A sequência de etapas aplicadas aos mapas cromossomiais é muito similar à aplicada nos diagramas cor-cor. As diferenças são unicamente: (i) os eixos não são normalizados; (ii) não é feita a rotação do diagrama, pois o GMM é aplicado diretamente na direção diagonal para encontrar os centros. Ao final, assim como nos mapas cromossomiais, aplica-se o SVM, classificando a estrela de acordo com a sua distância aos centros das distribuições. Os DCCs resultantes aplicados aos sete GCs da amostra são apresentados na Seção 4.1.

3.1.3 Algoritmos de classificação com aprendizado de máquina

A Astronomia, apesar de estar entre as ciências mais antigas, sempre se adaptou bem às novas teorias e descobertas, sendo inclusive a primeira ciência a incorporar a Matemática e a Geometria. Atualmente, com o desenvolvimento de técnicas avançadas de programação, aquisição de um enorme volume de dados (*Big Data*) e construção de enormes telescópios e instalações computacionais, o emprego de técnicas estatísticas e aplicação de técnicas de aprendizado de máquina têm revolucionado a análise de dados na Astronomia e será determinante no futuro da Ciência em geral. Alguns exemplos de aplicação são: classificação de objetos (p. ex. separação estrelas-galáxias, seleção de quasares e núcleos ativos de galáxias, morfologia de galáxias – Galaxy Zoo de Dieleman et al., 2015), estimativa de

redshifts fotométricos para galáxias e AGNs (Ball e Brunner, 2010) e classificação espectral para milhares de estrelas (APOGEE, Garcia-Dias et al., 2018).

A aplicação de mineração de dados e aprendizado de máquina vêm se destacando como um novo paradigma na análise e interpretação automatizada de dados, surgindo como uma alternativa à combinação teoria-observação e simulações computacionais (Ball e Brunner, 2010). A evolução dessas ferramentas nas últimas décadas é liderada por cientistas da computação e estatísticos, mas elas são realmente colocadas em prática por cientistas de dados ou cientistas em geral que, por não serem especialistas em base de dados e estatística aplicada, se limitam a aplicar as várias possibilidades disponibilizadas por essas ferramentas.

O termo “mineração de dados” (ou extração de conhecimento) se refere ao conjunto de técnicas para análise, descrição e interpretação das propriedades de conjuntos de dados, com o objetivo de encontrar padrões ou descrever tal conjunto, sem necessariamente confrontá-lo com modelos (Ivezic et al., 2014). O “aprendizado de máquina” por sua vez é uma grande coleção de técnicas que interpretam os dados por meio de comparação com modelos de comportamento de dados, incluindo até mesmo cálculos de máxima verossimilhança e métodos Bayesianos (aplicados no ajuste de isócronas, Seção 3.2).

Ball e Brunner (2010) discutem as técnicas de mineração de dados e aprendizado de máquina mais utilizadas na Astronomia, listando também suas vantagens, desvantagens e as referências originais. As técnicas se dividem em duas categorias principais:

- Métodos supervisionados ou preditivos (aprendizado de máquina): redes neurais artificiais, árvores de decisão, máquina de vetores de suporte (SVM, utilizados neste trabalho) e K-vizinhos mais próximos (kNN).
- Métodos não-supervisionados ou descritivos (mineração de dados): estimador de densidade kernel (KDE), agrupamento K-means, modelos de mistura (de Gaussianas, em geral) e esperança-maximização.

Entezari-Maleki et al. (2009) aplica um teste com classificador binário muito utilizado e compara a performance dos métodos supervisionados em diferentes aspectos, concluindo que o SVM e o kNN apresentam uma alta eficácia nos testes. O SVM é originalmente uma generalização do algoritmo de Vapnik e Lerner (1963) e baseia-se na teoria de aprendizado estatístico de Vapnik (1995), tendo sido muito aplicada atualmente.

A biblioteca `scikit-learn` em linguagem Python (linguagem de alto nível, amplamente utilizada nos códigos do presente projeto) engloba vários algoritmos de aprendizado supervisionado e não-supervisionado de máquina, como regressão, agrupamento e classificação de dados. Sua interface objetiva facilita o acesso de não-especialistas em estatística e ciência da computação, incluindo físicos e astrônomos. Pedregosa et al. (2011) introduz a biblioteca, mostrando sua estrutura e características específicas, e disponibiliza códigos-fonte, documentação e exemplos em <https://scikit-learn.org/stable/>.

3.2 O código SIRIUS: Ajuste de isócronas via inferência Bayesiana

Apesar do volume crescente de dados fotométricos, espectroscópicos e astrométricos de alta precisão (cuja aquisição é cara e leva muito tempo), tanto de telescópios espaciais como de terrestres, poucos são os estudos que se propõem a fazer uma análise homogênea e auto-consistente, adotando métodos estatísticos robustos. Ainda mais rara é a disponibilização de ferramentas computacionais abertas (*open source*) capazes de trabalhar com uma grande variedade de dados fotométricos e modelos de evolução estelar, como o BASE-9 (von Hippel et al., 2014) e o ASteCA (Perren et al., 2015), por exemplo. Para fazer jus à qualidade dos dados do projeto GO-13297, nosso grupo desenvolveu uma ferramenta computacional com uma abordagem estatística Bayesiana, capaz de trabalhar com diversos filtros fotométricos e conjuntos de isócronas, e “paralelizado” para melhor explorar o espaço de parâmetros em um tempo razoável. Esse código foi nomeado SIRIUS (Souza et al., 2019 – Apêndice B.5) e seus aspectos principais são abordados nesta Seção.

Tradicionalmente, o ajuste de isócronas é feito comparando os dados aos modelos simplesmente graficando um sobre o outro no CMD e definindo o modelo que melhor se ajusta aos dados. Essa técnica de ajuste visual é chamada de “chi-by-eye”, uma provável alusão ao cálculo de χ^2 , mas com a escolha da solução feita a olho. Apesar de ser satisfatório em alguns casos, a técnica subestima a precisão dos modelos de evolução estelar e dos dados observacionais, dada a grande quantidade de estrelas e soluções possíveis (um espaço quadridimensional de parâmetros é muito degenerado). Portanto, o ajuste visual de isócronas foi tomado apenas como um passo inicial neste trabalho, para uma adaptação à sensibilidade na determinação dos parâmetros com os filtros do HST.

Após os resultados iniciais com ajuste visual de isócronas, começamos a implementar

um código em `Python` composto por um método estatístico baseado no cálculo da função de verossimilhança sobre os dados, a partir da comparação das cores e magnitudes de cada estrela com as do ponto mais próximo da isócrona (detalhes na subseção 3.2.1). Inicialmente, a solução com máxima verossimilhança foi adotada como o melhor ajuste, uma abordagem frequentista apesar do uso da função de verossimilhança. Depois disso, foi implementado o método de amostragem de Monte Carlo via cadeias de Markov (MCMC) com a adaptação do código `emcee` (Foreman-Mackey et al., 2013, detalhes na subseção 3.2.2), o que levou a inferência de uma abordagem frequentista para Bayesiana. Esta última permite a aplicação de informações conhecidas *a priori* sobre os parâmetros, aplica a probabilidade tanto sobre as hipóteses (modelo) quanto sobre os dados, e é mais custosa computacionalmente pois realiza processos complexos sobre muitos parâmetros.

A ferramenta inicialmente foi aplicada ao GC HP 1, localizado no Bojo ($R_{GC} \sim 1.5$ kpc), com observações feitas utilizando o sistema de óptica adaptativa multi-conjugada (GSAOI) do telescópio Gemini Sul, em maio de 2017 (GS-2017A-Q44, PI L. Kerber). As observações nos filtros J e K_S , combinadas com imagens de arquivo do HST no filtro F606W, permitiram que os ajustes de isócronas fossem feitos em duas combinações de CMDs, com a fotometria descontaminada das estrelas de campo a partir do movimento próprio. Foram executados vários testes de sanidade e de controle, inclusive com CMDs sintéticos, os quais consistem na simulação de um CMD observado a partir de uma isócrona, seguindo uma determinada função de massa inicial e frações de binárias (subseção 4.2.1). Esses resultados podem ser conferidos em (Kerber et al., 2019, Apêndice B.2).

Como a ferramenta começou a ser empregada em outros dados e adaptada para ser mais geral na escolha de filtros e sistemas fotométricos, o grupo entendeu que a ferramenta seria de grande utilidade no campo de ajuste de isócronas em aglomerados em geral, dada a enorme quantidade de dados e a escassez de códigos estatisticamente robustos disponíveis na literatura. O código foi nomeado SIRIUS, acrônimo de “Statistical Inference of physical paRameters of sIngle and mUltiple populations in Stellar clusters” (“Inferência estatística de parâmetros físicos de populações simples e múltiplas em aglomerados estelares”) e foi decidido que ele será publicado e disponibilizado como um pacote *open source* em `Python` (Souza et al., 2019 – Apêndice B.5).

Nas próximas quatro subseções são dados alguns detalhes do funcionamento do código SIRIUS, com algumas de suas características específicas: a explicação do teorema de Bayes

e das cadeias de Markov via Monte Carlo, a seleção de estrelas para o ajuste, e as correções e interpolações introduzidas nos modelos.

3.2.1 Inferência Bayesiana: teorema de Bayes, verossimilhança e priors

O teorema de Bayes (Bayes e Price, 1763) baseia-se nas probabilidades condicionais, que correspondem à probabilidade de um evento condicionada a outro evento. A probabilidade condicional de um evento A dado um evento B, representada por $P(A|B)$, é dada pela razão da probabilidade conjunta dos eventos A e B pela probabilidade do evento B, ou seja:

$$P(A|B) = \frac{P(A \cap B)}{P(B)}. \quad (3.3)$$

Do mesmo modo, a probabilidade condicional do evento B dado A, é dada pela razão de $P(B \cap A)$ por $P(A)$. Como $P(A \cap B) = P(B \cap A)$, substitui-se uma das probabilidades conjuntas, para gerar o teorema de Bayes:

$$P(A|B) = \frac{P(B|A) \times P(A)}{P(B)}. \quad (3.4)$$

A inferência Bayesiana caracteriza-se pela aplicação de informações conhecidas *a priori* sobre os dados e pela determinação de densidades de probabilidade *a posteriori* do conjunto de parâmetros do modelo utilizado. De acordo com o teorema de Bayes, as probabilidades *a posteriori* (ou simplesmente posteriores) $P(\phi|D)$, em que ϕ se refere aos parâmetros do modelo e D aos dados, podem ser calculadas por:

$$P(\phi|D) = \frac{P(D|\phi) \times P(\phi)}{P(D)} \propto P(D|\phi) \times P(\phi), \quad (3.5)$$

onde $P(D|\phi)$ é a função de verossimilhança (derivada a partir do modelo estatístico elaborado para os dados analisados), $P(\phi)$ é o conjunto de *priors* (conhecimentos *a priori* sobre os dados e sobre os parâmetros a serem estimados) e $P(D)$ é a evidência ou verossimilhança marginal (distribuição dos dados observados, marginalizados sobre os parâmetros), a qual é constante para um mesmo conjunto de dados e pode ser ignorada.

Na prática, a quantidade $P(D|\phi)$ corresponde à probabilidade de o modelo ϕ representar os dados observados D . Nos ajustes de isócrona aqui apresentados, o espaço de parâmetros é quadridimensional, composto por idade, metalicidade $[\text{Fe}/\text{H}]$, avermelhamento $E(B - V)$ e módulo de distância absoluto $(m - M)_0$. Ou seja, $P(D|\phi)$ simboliza a probabilidade de que determinada isócrona (definida pela idade e $[\text{Fe}/\text{H}]$, que são parâmetros discretos, deslocada

verticalmente pelo módulo de distância e na direção diagonal pelo avermelhamento, que são parâmetros contínuos) represente as distribuições das estrelas do aglomerado no CMD, de acordo com os *priors* introduzidos.

A função de verossimilhança (*likelihood*, em inglês) pode ser moldada de acordo com a natureza dos dados, da maneira que melhor represente sua distribuição no plano observado e suas incertezas. Neste caso, a função escolhida foi a multiplicação de dois χ^2 (distribuições normais pesadas pela incerteza), um em cor e um em magnitude, a ser calculada para cada estrela i , em relação ao j -ésimo ponto da isócrona mais próximo a ela, segundo:

$$L_i = \exp(\chi_{mag,i}^2) \cdot \exp(\chi_{col,i}^2) \propto \exp\left[-\frac{(mag_j - mag_i)^2}{\sigma_{mag,i}^2}\right] \cdot \exp\left[-\frac{(col_j - col_i)^2}{\sigma_{col,i}^2}\right]$$

$$\therefore L_i \propto \exp\left[-\frac{(mag_j - mag_i)^2}{\sigma_{mag,i}^2} - \frac{(col_j - col_i)^2}{\sigma_{col,i}^2}\right], \quad (3.6)$$

onde mag e col são a magnitude e a cor (eixo das ordenadas e abcissas no CMD), σ são as incertezas e o sinal \propto indica que a constante de normalização é desprezada, pois é independente dos parâmetros e não altera a maximização de L_i .

O ponto da isócrona mais próximo à estrela i é determinado pelo valor máximo de L_i , calculada com todos os pontos da isócrona dentro de uma caixa limitada em Δmag e Δcol , pois quanto maior o valor da verossimilhança, mais próximo a estrela está do j -ésimo ponto da isócrona. A verossimilhança total \mathcal{L} é obtida a partir do produtório com a contribuição de todas as N_{obs} estrelas:

$$\mathcal{L} = \ln \prod_{i=1}^{N_{obs}} L_i \propto \sum_{i=1}^{N_{obs}} \ln(L_i) = \sum_{i=1}^{N_{obs}} (-\chi_{mag,i}^2 - \chi_{col,i}^2). \quad (3.7)$$

Calculou-se o logaritmo natural do produtório na verossimilhança total \mathcal{L} porque, como N_{obs} é grande, os valores excedem a capacidade numérica do compilador, alcançando ordens de grandeza $\sim 10^{300}$. Como mostrado nas equações acima, supõe-se que a cor e a magnitude das estrelas seguem distribuições gaussianas, a partir da linha traçada pelas isócronas. Para cada combinação de parâmetros livres, a função \mathcal{L} retorna um valor, de modo que, quanto maior esse valor, maior é a probabilidade que esse conjunto de parâmetros seja a solução para o aglomerado.

Por fim, a inferência Bayesiana permite a atribuição de *priors*, informações conhecidas previamente sobre os dados e parâmetros do modelo. No ajuste de isócronas, alguns *priors* importantes podem reproduzir limitações astrofísicas, por exemplo: idade superior limitada

pela idade do Universo, explorar valores de $[\text{Fe}/\text{H}]$ seguindo resultados da espectroscopia de alta-resolução, distâncias e abundâncias em He a partir da magnitude média das estrelas RR Lyrae, e não permitir valores negativos de avermelhamento.

No entanto, a simples aplicação da verossimilhança não faz com que o método respeite uma abordagem Bayesiana. Adotar como o resultado o conjunto de parâmetros que retorna o valor máximo de \mathcal{L} é característico de uma abordagem frequentista, em que se busca uma otimização na estimativa dos parâmetros. A interpretação frequentista das probabilidades define a probabilidade através da frequência obtida em infinitas repetições do experimento. A interpretação Bayesiana apresenta a verossimilhança como a crença em um determinado resultado, a probabilidade de este satisfazer o modelo. Para tornar o método Bayesiano de fato, após explorar todo o espaço de parâmetros, associando um valor de verossimilhança a cada combinação, o SIRIUS aplica as cadeias de Markov via Monte Carlo (MCMC).

3.2.2 Cadeias de Markov via Monte Carlo (*emcee*)

Os métodos estocásticos de Monte Carlo são uma classe de algoritmos computacionais baseados na repetição de amostragens aleatórias para calcular as probabilidades em problemas determinísticos. Estudos do início do século XX registraram as primeiras aplicações de variantes do método de Monte Carlo, mas foi com a criação dos computadores (décadas de 50 e 60) que as simulações puderam ser colocadas em prática, tendo grande importância no projeto Manhattan e em trabalhos que culminaram na criação da bomba de hidrogênio (Brooks et al., 2011). As cadeias de Markov via Monte Carlo também foram desenvolvidas no Laboratório de Los Alamos logo após as primeiras aplicações de Monte Carlo, pois esse era um dos únicos lugares com computadores disponíveis na época.

Metropolis et al. (1953) adaptaram o método de integrações de Monte Carlo para simular a dinâmica de um sistema líquido a partir de suas equações de estado, com as suas moléculas em interação individualmente, até que esse atingisse o equilíbrio termodinâmico. Sua grande descoberta foi que não é necessário simular a dinâmica exata do sistema, mas apenas simular cadeias com a mesma distribuição de equilíbrio, denominada algoritmo de Metropolis. Com o avanço dos computadores, o algoritmo começou a ser muito usado por químicos e físicos, mas só ficou popular entre os estatísticos após os anos 1990.

Hastings (1970) generaliza o algoritmo de Metropolis, revisando suas aplicações e demonstrando-as em problemas numéricos. Esse método generalizado, chamado algoritmo

de Metropolis-Hastings, é usado para obter uma sequência de amostras aleatórias a partir de uma distribuição de probabilidade. Esse algoritmo e outros com MCMC são extensamente aplicados atualmente na amostragem de distribuições multidimensionais, em vários campos da Ciência. Sharma (2017) apresenta as diferentes vertentes de métodos de Monte Carlo e resume as aplicações do método MCMC nas Ciências em geral, e principalmente na Astronomia (tais como estimativa de parâmetros e propriedades estelares, obtenção de mapas de extinção, modelagem dinâmica da Galáxia) a partir dos anos 1990.

No presente trabalho, para implementar as cadeias de Markov, aplicam-se duas bibliotecas do Python: `emcee` (*The MCMC Hammer*², Foreman-Mackey et al., 2013) e `corner.py`³ (Foreman-Mackey, 2016). A primeira baseia-se no algoritmo de Metropolis-Hastings para amostrar aleatoriamente o espaço de parâmetros multidimensional, na tentativa de otimizar a função de verossimilhança da Equação 3.7 acoplada ao conjunto de *priors*, encontrando assim as distribuições de probabilidade dos parâmetros livres (valores centrais e incertezas) e as correlações entre eles.

Na prática, o código `emcee` espalha no espaço de parâmetros um determinado número de caminhantes aleatórios independentes (*walkers*), os quais, a cada passo (*step*) realizado, definem a probabilidade relativa de esse conjunto de parâmetros ϕ ser a solução dos dados, por meio de uma interpolação na função de verossimilhança em dois conjuntos de parâmetros amostrados. Desse modo, os caminhantes amostram o espaço de parâmetros limitado pelos *priors*, em busca da convergência em um ponto de máximo absoluto (máxima verossimilhança) e, mesmo que um deles atinja um máximo, seu próximo passo é se afastar desse máximo para que não fique confinado em máximos locais.

A escolha do número mais adequado de caminhantes e passos, para atingir uma convergência para uma distribuição razoavelmente estacionária, é uma tarefa que exige muitos testes de convergência (Gelman e Rubin, 1992). A Figura 3.5 mostra um exemplo de resultado do SIRIUS, com a convergência dos caminhantes em cada um dos quatro parâmetros. Uma alternativa é executar várias cadeias e somar as contribuições dos caminhantes de cada cadeia pois, segundo o teorema central do limite, a soma de N variáveis aleatórias independentes tende a uma distribuição normal, para grandes valores de N . Neste trabalho, foram utilizados 100 caminhantes com 100 passos, um número adequado para a

² <http://dfm.io/emcee/current/>

³ <https://corner.readthedocs.io/en/latest/>

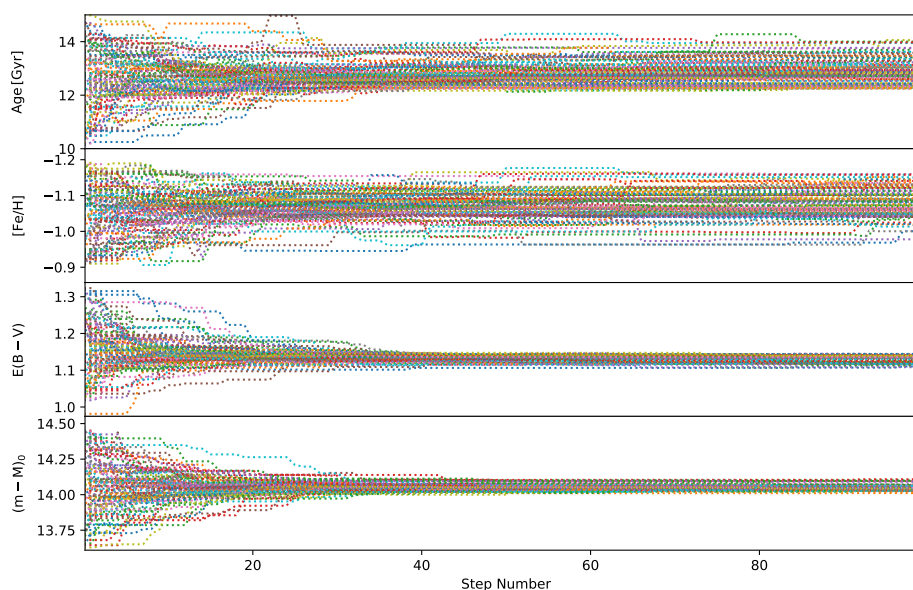


Figura 3.5: Exemplo da convergência de caminhantes aleatórios nos parâmetros livres (idade, $[\text{Fe}/\text{H}]$, $E(B - V)$ e $(m - M)_0$) em função da sequência de passos. Cada linha pontilhada e colorida representa um caminhante independente. Nesse exemplo, foram utilizados 100 caminhantes e 100 passos, com um *burn-in* de 30% dos caminhantes. O *burn-in* é responsável por excluir uma determinada quantidade de passos iniciais até um ponto em que os caminhantes ainda não convergiram, para ignorar seu espalhamento inicial pelo espaço de parâmetros.

convergência dos caminhantes; além disso, aplicou-se um *burn-in* de 30% do número de caminhantes, em que estes foram desconsiderados na amostragem no intuito de desconsiderar as cadeias em que os caminhantes ainda estavam dispersos aleatoriamente e sem convergir.

Depois de simuladas as cadeias, aplica-se a biblioteca `corner.py` para gerar os chamados *corner plots* (ou “gráficos de canto”, em português). Estes são conjuntos de quadros que mostram as projeções uni e bidimensionais das distribuições de probabilidades posteriores dos parâmetros, explicitando os intervalos de confiança e as correlações entre eles. Nos quadros da diagonal, os *corner plots* mostram a distribuição marginalizada para um único parâmetro por meio de um histograma, e a distribuição marginalizada bidimensional nos painéis inferiores. A Figura 3.6 apresenta um exemplo de *corner plot* extraído da documentação da biblioteca `emcee`⁴, no qual é feito o ajuste de uma equação do primeiro grau a um conjunto de pontos comparativamente com os métodos de mínimo quadrado e máxima verossimilhança (e posterior aplicação das cadeias de Markov, com 32 caminhan-

⁴ <https://github.com/dfm/emcee/blob/master/docs/tutorials/line.rst>

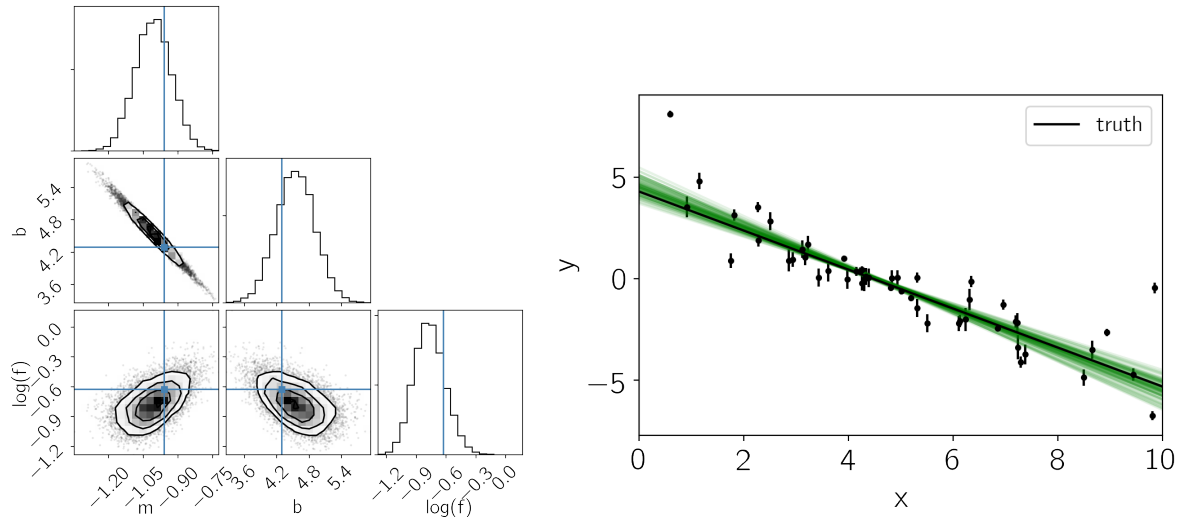


Figura 3.6: Exemplo de *corner plot* no ajuste de uma equação do 1º grau $mx + b$ no conjunto de pontos apresentados no painel direito. A distribuição de probabilidade dos três parâmetros, suas correlações e os resultados em verde no plano XY em torno do valor verdadeiro, atestam a qualidade do método. Extraído da documentação do *emcee*.

tes e 5000 passos). Os parâmetros m e b (com forte correlação) são os coeficientes da reta ajustada e $\log(f)$ é uma componente da incerteza na equação de verossimilhança.

3.2.3 Seleção de estrelas para o ajuste de isócronas

Em geral, os artigos envolvendo ajuste de isócronas aplicam uma linha fiducial (isto é, a mediana em cor das estrelas para cada *bin* de magnitude) para simplificar o ajuste, uma vez que é uma ótima aproximação da distribuição de estrelas em GCs (p. ex. Kerber et al., 2018). O código SIRIUS, por sua vez, considera todas as estrelas do aglomerado no cálculo da verossimilhança ($\mathcal{L} = \ln \prod_{i=1}^{N_{\text{obs}}} L_i$; Equação 3.7), um bom diferencial comparado a outros métodos da literatura. Essa particularidade retira a dependência do ajuste com um número mínimo de estrelas para a construção de uma linha fiducial, uma vez que linhas fiduciais são prejudicadas pela escassez de estrelas. Portanto, o SIRIUS pode inclusive ser aplicado a aglomerados abertos e embebidos, que contêm menos estrelas, são mais jovens e consequentemente dominados por estrelas de alta massa na sequência principal.

No entanto, o fato de considerar a contribuição de todas as estrelas pode ser prejudicial se a seleção daquelas que serão efetivamente incluídas no cálculo de verossimilhança não é feita adequadamente. São feitos cortes em cor e magnitude para uma seleção prévia das estrelas. Em magnitude, o corte é feito 2.0 magnitudes mais brilhantes que o MSTO, excluindo as estrelas saturadas, muito brilhantes ou afetadas por efeitos de não-linearidade

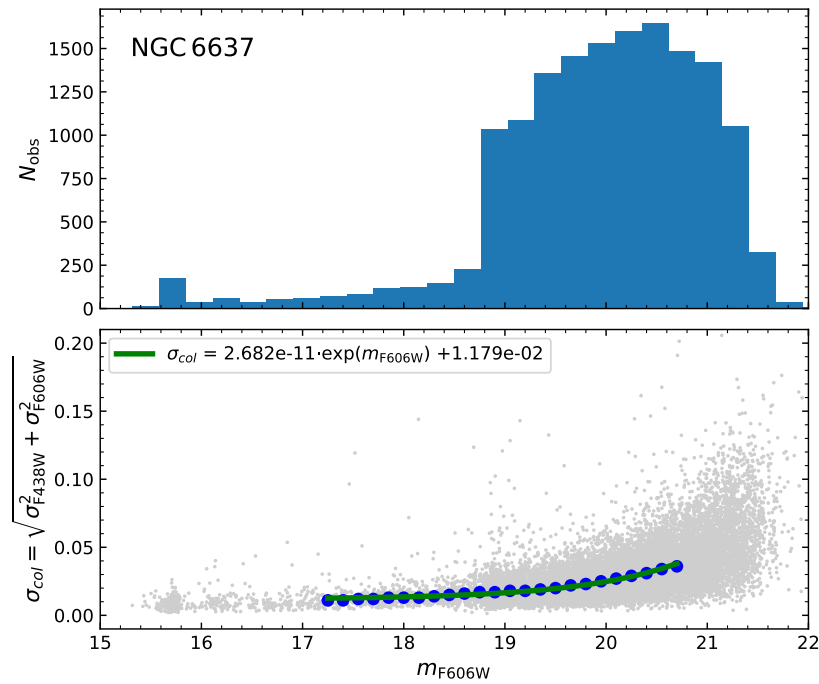


Figura 3.7: Número de estrelas e erros fotométricos em cor, em função da magnitude m_{F606W} , para o aglomerado NGC 6637. No painel superior, a magnitude em que o número de estrelas começa a decrescer é assumida como o limite de completude da amostra. No painel inferior, a mediana em σ_{col} para cada $bin = 0.15$ em magnitude são utilizadas no ajuste de uma função exponencial (linha verde). Essa relação entre σ_{col} e m_{F606W} é utilizada no corte das estrelas em cor, como mostrado na Figura 3.8.

e também devido às limitações dos modelos em magnitudes muito brilhantes (HP 1; Kerber et al., 2019); e no limite de completude na baixa MS, definido pela magnitude em que o número de estrelas começa a decrescer (painel superior da Figura 3.7). É razoável assumi-la como o limite de completude da observação porque, segundo a IMF, o número de estrelas aumenta com a magnitude (até uma determinada baixa massa), mas as limitações instrumentais impedem que a amostra continue completa a partir de uma determinada magnitude. No caso dos GCs da amostra do HST, o limite de completude é, em média, $m_{F606W} \approx 21.3$ mag. No caso das observações de HP 1 com óptica adaptativa, o limite de completude adotado no ajuste de isócronas foi $K_S \approx 19.0$ mag, quase 5.0 mag mais profundo que os dados do *Two Micron All Sky Survey* (2MASS, Skrutskie et al., 2006), com limite em $K_S = 14.3$ mag.

Em cor, a presença de estrelas binárias (à direita da MS no CMD), estrelas retardatárias azuis (*blue stragglers*, mais brilhantes e azuis que o MSTO), estrelas de campo residuais e as do ramo horizontal podem prejudicar o ajuste de isócronas, desviando-as para a região

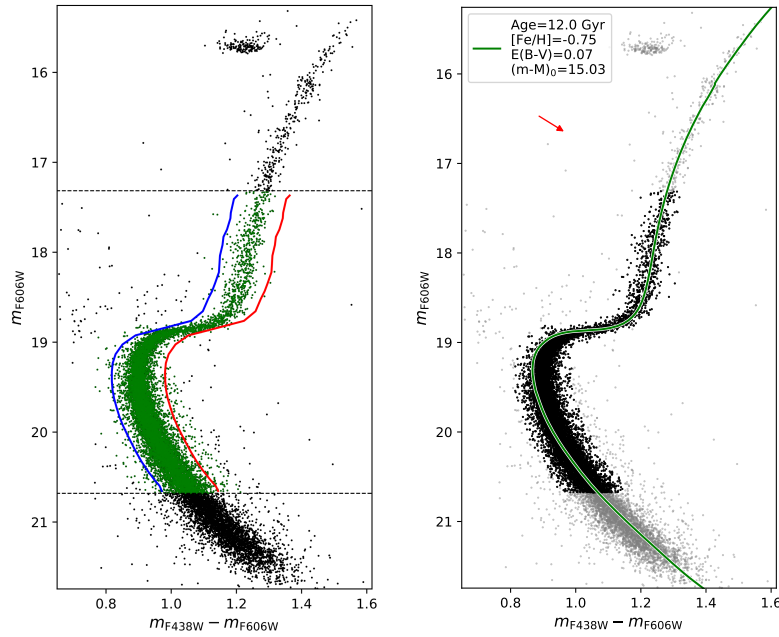


Figura 3.8: (*Esquerda:*) Seleção de estrelas em cor e magnitude no CMD de NGC 6637. As linhas horizontais pretas delimitam o intervalo adotado em magnitudes: $m_{F606W} = 17.3 - 20.7$ mag. As linhas azul e vermelha correspondem ao desvio em cor de 3σ da linha fiducial, seguindo a função exponencial derivada na Figura 3.7. (*Direita:*) Resultado final do corte de estrelas no mesmo CMD, com as estrelas descartadas em cinza, uma isócrona com um ajuste visual simples e um vetor avermelhamento de $E(B - V) = 0.07$.

azul ou vermelha do diagrama cor-magnitude. Portanto, o corte das estrelas em cor é mais delicado, pois não pode ser feito com uma simples linha reta, mas sim seguir o formato do aglomerado ou da isócrona no CMD.

Para isso, o primeiro passo é graficar a incerteza em cor das estrelas em função de sua magnitude, como mostrado na Figura 3.7 para o aglomerado NGC 6637. Nesse plano incerteza-magnitude, adotando os mesmos limites superior e inferior em magnitude predefinidos, calcula-se a mediana da distribuição das estrelas em σ_{col} para cada *bin* de magnitude (pontos azul claro na figura), sobre as quais ajusta-se uma função exponencial. Com essa função em mãos, assume-se no diagrama cor-magnitude um desvio de $3\sigma_{col}$ para cada lado da linha fiducial do aglomerado (linhas azul e vermelha), obtendo a seleção final das estrelas para o ajuste, como mostrado na Figura 3.8.

Outro aspecto que precisa de atenção ao considerar todas as estrelas no ajuste é o peso na função de verossimilhança \mathcal{L} a ser introduzido para cada estágio evolutivo, pois se todas as estrelas tiverem o mesmo peso, as regiões do CMD com um número grande de estrelas (como a MS, por exemplo) terão uma influência maior no ajuste de isócrona.

Para resolver esse problema, o valor da verossimilhança L_i de cada estrela foi dividido pelo número de estrelas vizinhas, localizadas dentro de uma caixa de dimensões Δcol (1/8 do intervalo total coberto em cor) e Δmag (~ 0.25 mag) e centrada na estrela. Desse modo, aproximadamente o mesmo peso é dado para cada região do CMD, independentemente de ela conter várias ou poucas estrelas.

3.2.4 Modelos de evolução estelar, interpolações e correção

O início da Seção 3.2 define uma isócrona (sequência de massas simuladas para um tempo fixo) e explica sua importância no CMD, para a derivação de idades e outros parâmetros importantes de aglomerados estelares. Existem diversos modelos de evolução estelar disponíveis na literatura, sendo os mais utilizados: *A Bag of Stellar Tracks and Isochrones* (BaSTI; Pietrinferni et al., 2006), *Dartmouth Stellar Evolution Database* (DSED; Dotter et al., 2008), *PAдова and TRieste Stellar Evolution Code* (PARSEC; Bressan et al., 2012), Victoria-Regina (VR; Vandenberg et al., 2006, 2014) e Yonsei-Yale (Y^2 ; Yi et al., 2001). Esses dois últimos modelos ainda serão implementados ao código SIRIUS mas, por precisarem passar por transformações complicadas para serem colocadas nos filtros do HST, não puderam ser aplicados no presente trabalho. Já PARSEC, extensamente utilizado na literatura, não pôde ser aplicado por não incluir modelos enriquecidos em elementos- α , de suma importância na análise de GCs do Bojo.

Cada um desses modelos apresenta diferenças entre si sobre o tratamento de detalhes na simulação dos processos físicos e químicos das estrelas (tais como a mistura de materiais no núcleo ou *core overshooting*, taxas de reação, perda de massa no RGB segundo o parâmetro de Reimers η), mas foge ao escopo deste trabalho aprofundar nesses detalhes das simulações de evolução estelar. O processo de difusão atômica, no entanto, é negligenciado em diversos modelos, apesar de ter um grande efeito na abundância superficial das estrelas e em sua evolução. Ele consiste em processos de transporte de elementos impulsionados por gradientes de temperatura, pressão e abundância, presentes em regiões radiativas da estrela, causando assim uma mistura dos elementos (Dotter et al., 2017). Os modelos de evolução estelar de BaSTI não incluem esse processo em suas simulações devido à incerteza nos coeficientes de difusão atômica, o que faz com que a idade das isócronas fique superestimada por ~ 0.9 Gyr ou $\sim 10\%$ da idade (Cassisi et al., 1998; Dotter et al., 2017; Kerber et al., 2018).

No presente trabalho, são aplicadas as isócronas de DSED⁵ e BaSTI⁶ enriquecidas em elementos- α ($[\alpha/\text{Fe}] = +0.4$), com valores primordiais de abundância de hélio ($Y \approx 0.245$), cobrindo um grande intervalo em metalicidades ($-2.00 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq 0.00$), com opacidades a baixas temperaturas segundo Ferguson et al. (2005) e, no caso de BaSTI, com parâmetro de perda de massa no RGB de $\eta = 0.4$ (Reimers, 1975).

Para compensar a omissão dos processos de difusão atômica nas isócronas de BaSTI, foi feito um ajuste de isócronas diferenciado, assumindo os pontos de uma isócrona de DSED como os dados e ajustando isócronas de BaSTI a eles. Além de obter as diferenças em idades entre os dois modelos, é possível quantificar diferenças sistemáticas também nas distâncias e avermelhamento no CMD utilizado (m_{F606W} vs. $m_{\text{F438W}} - m_{\text{F606W}}$).

A Figura 3.9 apresenta os resultados desse ajuste com $[\text{Fe}/\text{H}]$ fixa, utilizando isócronas de DSED (painel esquerdo) e BaSTI (painel direito), nos quais a isócrona de DSED usada como catálogo falso tinha os seguintes parâmetros: 12.5 Gyr, $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.0$, $E(B - V) = 0.20$ e $(m - M)_0 = 14.50$, valores intermediários dentre os GCs da amostra. O primeiro caso (painel esquerdo) foi aplicado mais como um “teste de sanidade” e recuperou exatamente os valores de entrada, com incertezas bem pequenas. O segundo caso (ajustando isócronas de BaSTI sobre a isócrona de DSED) retornou 13.27 Gyr, $E(B - V) = 0.24$ e $(m - M)_0 = 14.29$. Ou seja, os resultados das isócronas de BaSTI precisam ser corrigidos por: $\Delta\text{Age} = -0.77$ Gyr, $\Delta E(B - V) = -0.04$ e $\Delta(m - M)_0 = 0.21$, para compensar a falta da difusão atômica.

Os métodos Bayesianos e de amostragem aleatória utilizados requerem que o espaço de parâmetros seja bem amostrado, com uma grade fina em todos eles. Mas a grade original das isócronas de BaSTI e DSED não é tão fina em $[\text{Fe}/\text{H}]$ (passos de 0.3 – 0.5 dex) e idade (0.5 Gyr). Portanto, foi necessário fazer interpolações nesses dois parâmetros, no intuito de obter uma grade com passos de 0.01 dex e 0.1 Gyr em $[\text{Fe}/\text{H}]$ e idade, respectivamente. Para as isócronas de DSED, há uma ferramenta *online*⁷ disponível para que sejam solicitadas as interpolações (lineares ou cúbicas) com passos em idades e $[\text{Fe}/\text{H}]$ tão pequenos quanto desejado. Para as isócronas de BaSTI, no entanto, não há uma ferramenta disponível e a interpolação linear simples dessas isócronas foi implementada no código SIRIUS.

A Figura 3.10 mostra um exemplo de isócronas de BaSTI interpoladas em idade no

⁵ <http://stellar.dartmouth.edu/models/grid.html>

⁶ <http://basti.oa-teramo.inaf.it/>

⁷ http://stellar.dartmouth.edu/models/isolf_new.html

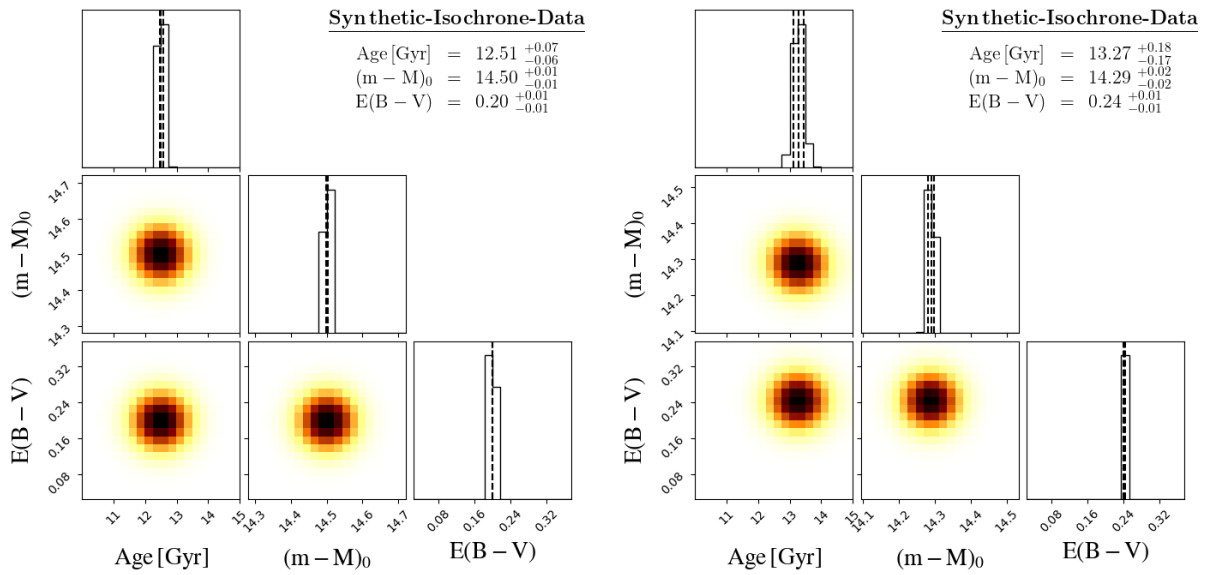


Figura 3.9: *Corner plots* (ou gráficos de canto) com o resultado do ajuste de isócronas para quantificar as diferenças sistemáticas entre as isócronas de DSED e BaSTI, devido à falta de difusão atômica. (*Esquerda:*) Ajuste de isócronas de DSED sobre a de DSED utilizada como dado, retornando resultados exatamente iguais à entrada. (*Direita:*) Ajuste de isócronas de BaSTI sobre a de DSED, destacando que as isócronas de BaSTI precisam ser corrigidas por $\Delta\text{Age} = -0.77$ Gyr, $\Delta E(B - V) = -0.04$ e $\Delta(m - M)_0 = 0.21$.

plano com as magnitudes absolutas M_{F438W} e M_{F606W} , ou seja, antes de a isócrona ser deslocada por um avermelhamento $E(B - V)$ e um módulo de distância $(m - M)_0$. Os três painéis mostram a transição da grade original de 0.5 Gyr (esquerda), para isócronas com passos de 0.2 Gyr (centro) e de 0.1 Gyr (direita). As isócronas desse exemplo têm $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.75$, um valor intermediário para a presente amostra de GCs.

Nas etapas iniciais deste projeto, em que o conjunto de parâmetros com a máxima verossimilhança era tomado como o melhor ajuste, isócronas tanto com hélio canônico quanto enriquecidas em hélio foram testadas. Em três GCs, as melhores soluções apontavam para He não-canônico, resultado facilmente corroborado por ajustes visuais. Kerber et al. (2018), ao analisar os aglomerados NGC 6522, NGC 6626 e NGC 6362, também mostra que, em alguns casos, as isócronas enriquecidas em He fornecem um melhor ajuste, apesar de as estrelas de GCs terem abundâncias primordiais em He, por terem se formado nos primórdios do Universo. A partir de uma análise da média das magnitudes das RR Lyrae combinadas com os resultados do ajuste de isócronas, Kerber et al. (2018) conclui que de fato esses GCs possuem He primordial.

Dois trabalhos da colaboração GO-13297 (Artigo XII e Artigo XVI), por meio da análise

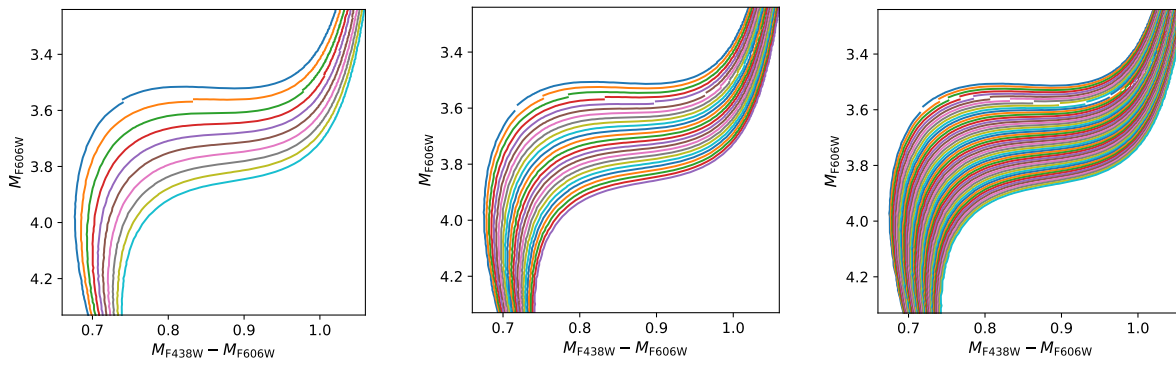


Figura 3.10: Exemplo de interpolação de isócronas de BaSTI em idade no plano de magnitudes absolutas, para uma metalicidade fixa $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.75$. O painel da esquerda mostra a grade original (0.5 Gyr), o central mostra a interpolação com passo de 0.2 Gyr e o da direita a interpolação com passo de 0.1 Gyr.

de estrelas do bump do RGB e espectros sintéticos, concluem que a diferença da abundância em He entre as duas gerações não é tão grande. Artigo XII concluem que o enriquecimento médio é de $\langle \Delta Y \rangle = 0.011 \pm 0.002$, não superando ~ 0.035 para os 18 GCs analisados. Artigo XVI, usando a fotometria multi-banda do HST e espectros sintéticos dos 57 GCs, encontraram que a variação média é de ~ 0.01 e que a variação máxima das estrelas 1G e 2G vai de 0.01 a 0.10, apresentando forte correlação com a massa e a extensão do ramo horizontal, e anticorrelação com a luminosidade do aglomerado. No caso dos 7 GCs da presente amostra, Artigo XVI afirmam que a variação média em He não supera $\langle \Delta Y \rangle = 0.01$ e a variação máxima não supera $\Delta Y_{\text{max}} = 0.025$, o que levaria a abundância em He de $Y = 0.245$ para $Y \approx 0.27$. Esses trabalhos mostram que o ideal para o presente trabalho seria usar apenas as isócronas com He canônico e, eventualmente, em alguns ajustes para as estrelas 2G, utilizar isócronas levemente enriquecidas em He ($Y \sim 0.27$).

Uma correção importante que precisa ser feita sobre as isócronas e que foi aplicada nesse trabalho diz respeito à dependência do avermelhamento e extinção com a temperatura efetiva (T_{eff}), que começa a ficar relevante para $E(B - V) \geq 0.2$ principalmente na região do visível. Para avermelhamentos grandes, utilizar um único valor para a razão A_{λ}/A_V , onde λ é uma dada banda fotométrica, não é mais tão adequado. Para corrigir esse efeito, utiliza-se duas isócronas de PARSEC⁸ (que incluem o efeito em suas simulações), uma com $E(B - V) = 0.00$ e outra com $E(B - V) = 0.50$ (valor máximo para os GCs da amostra). Para obter as relações A_{λ}/A_V , a cada ponto em comum das isócronas são medidas as

⁸ stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/cmd

diferenças em magnitude entre elas, em função de T_{eff} . Para mais detalhes e um exemplo com os filtros do HST m_{F435W} e m_{F625W} e nos filtros J e K_S do GSAOI, ver Kerber et al. (2018, 2019).

Resultados e discussão

4.1 Separação das múltiplas populações estelares

Como apresentado no Capítulo 3, a separação das múltiplas populações (MPs) foi feita separadamente para as estrelas do RGB, SGB e MS. Portanto, o primeiro passo do processo foi fazer a divisão cuidadosa dessas três fases evolutivas, excluindo também estrelas do HB (usando um quadrilátero com vértices móveis), e estrelas retardatárias azuis, binárias ou de campo (com linha fiducial) que restaram após a descontaminação por movimento próprio. A Figura 4.1 mostra os CMDs m_{F814W} vs. $m_{F275W} - m_{F814W}$ com a seleção das estrelas do

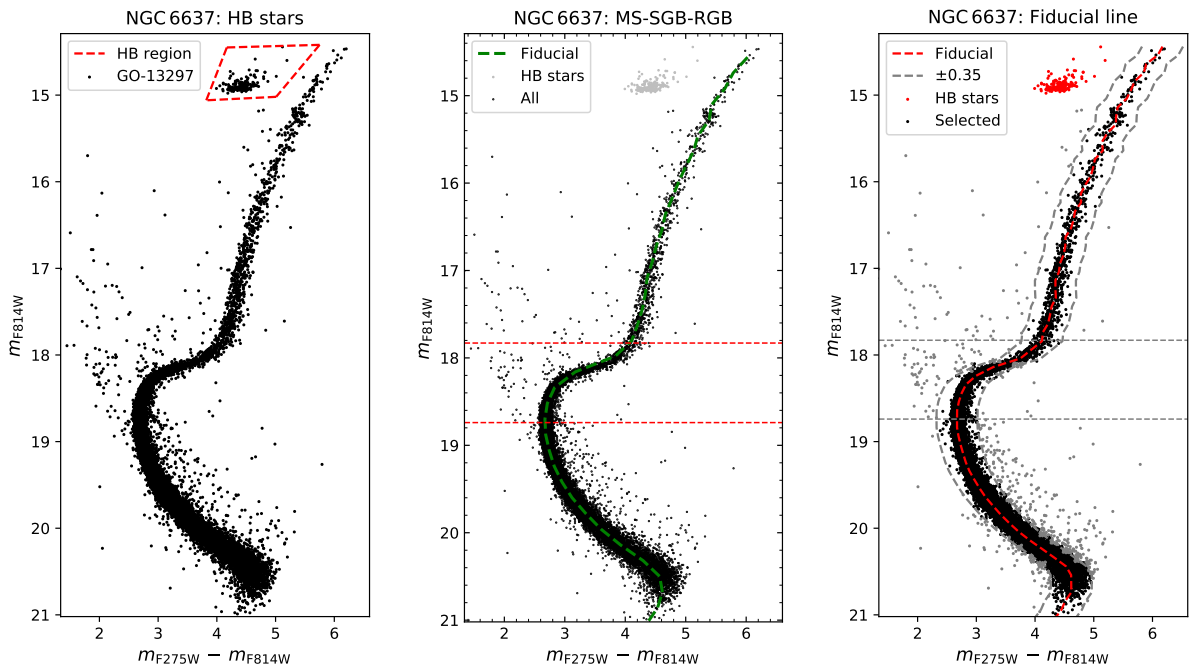


Figura 4.1: CMDs de NGC 6637 mostrando a seleção de estrelas para cada estágio evolutivo (HB no painel esquerdo; MS, SGB e RGB no painel central) e a remoção de estrelas espúrias (estrelas retardatárias azuis, binárias ou de campo) no painel direito.

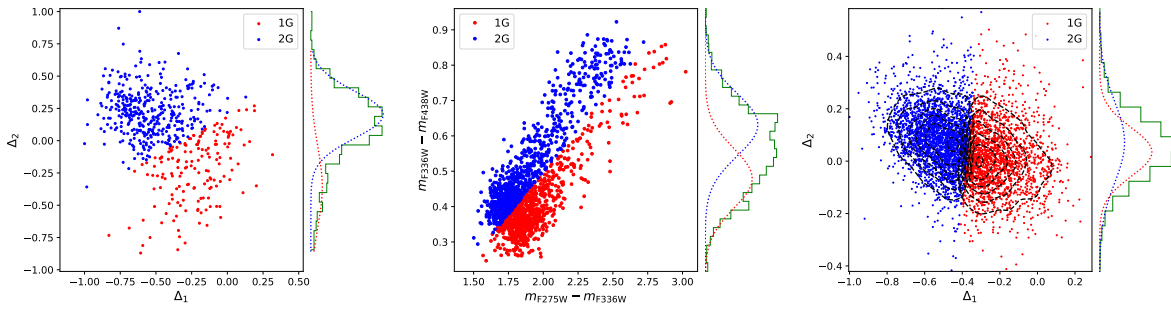


Figura 4.2: Resultados da separação das MPs para as estrelas do RGB, SGB e MS do aglomerado NGC 6304, respectivamente. Nos três painéis, as estrelas e a gaussiana em vermelho se referem à primeira geração (1G) e as estrelas e a gaussiana em azul à segunda geração (2G). Os histogramas apresentam a distribuição de estrelas na direção perpendicular à separação das MPs. No caso da MS, em que o número de estrelas é tão grande que não se observa um padrão visual para as duas gerações, foram colocados gráficos de contorno para mapear sua distribuição.

HB (painel esquerdo), a divisão entre o RGB, SGB e MS (painel central), e a aplicação da linha fiducial para excluir as estrelas espúrias (painel direito).

As estrelas do RGB e MS foram submetidas a uma adaptação dos mapas cromossomiais de Milone et al. (2015, 2017), como mostrado na subseção 3.1.1. Já as estrelas do SGB, por não apresentarem uma distribuição horizontal no CMD, são colocadas no diagrama cor-cor $m_{F336W} - m_{F438W}$ vs. $m_{F275W} - m_{F336W}$, segundo adaptação aos métodos de Nardiello et al. (2015, subseção 3.1.2). Essas adaptações foram eficientes na separação das MPs em todos os sete GCs da amostra, deixando evidente a bimodalidade no histograma e na distribuição de estrelas no plano analisado. As Figuras 4.2–4.4 mostram os resultados da separação das MPs nos três estágios evolutivos para os GCs do Bojo moderadamente ricos em metais, as Figuras 4.5–4.7 para os pobres em metais e a Figura 4.8 para NGC 6362.

Milone et al. (2017, Artigo IX) classificam os GCs analisados em duas categorias: tipo-I para os mapas cromossomiais com uma clara separação em 1G e 2G; e tipo-II para aqueles em que a separação não é tão clara. Os sete GCs da amostra são classificados no Artigo IX como do tipo-I, o que é confirmado neste trabalho. Apesar disso, NGC 6304 (Figura 4.2) é indicado como ambíguo, pois a distribuição de estrelas é uniforme e não segue um padrão bimodal. No Artigo IX, NGC 5927 e NGC 6441 também são classificados como ambíguos. Isso se deve principalmente ao alto avermelhamento e, no caso de NGC 6304, ao acúmulo de estrelas (*crowding*) na região mais central do Bojo. Nesses casos, uma melhor separação pode ser possível aplicando outros filtros (p. ex. NGC 6441, Bellini et al., 2013).

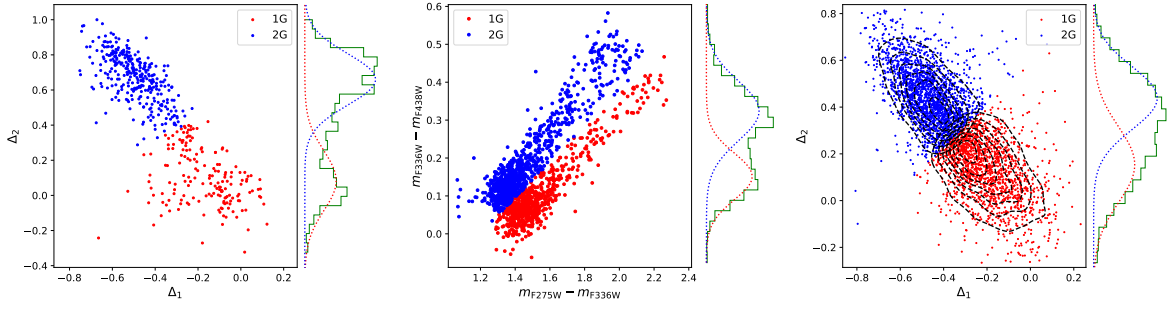


Figura 4.3: O mesmo que a Figura 4.2, porém para o aglomerado NGC 6624.

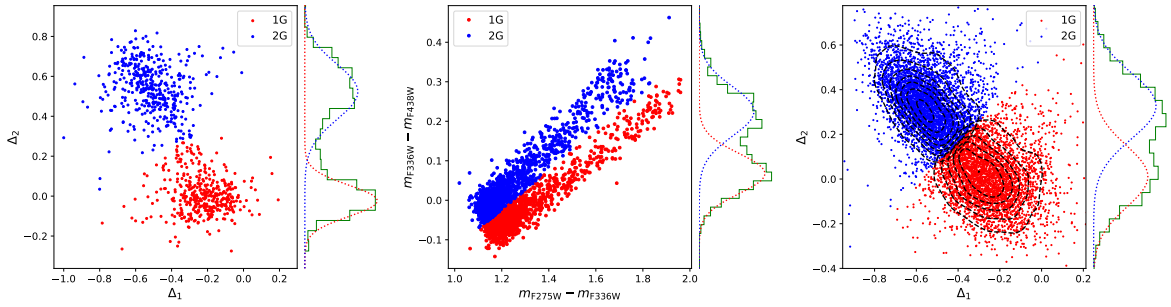


Figura 4.4: O mesmo que a Figura 4.2, porém para o aglomerado NGC 6637.

A Tabela 4.1 mostra a fração de estrelas 1G sobre o número total (N_{1G}/N_{TOT}), exclusivamente para o RGB, com o número de estrelas do RGB analisadas, deste trabalho e do Artigo IX. Apesar de ser um caso ambíguo, é mantida a fração estimada para NGC 6304. São incluídas novamente a massa (Gnedin e Ostriker, 1997) e magnitude absoluta (Harris, 1996, edição de 2010) dos GCs, pois a massa e consequentemente também M_V parecem ter uma correlação com N_{1G}/N_{TOT} (ver Figura 4.9).

Tabela 4.1 - Resultado para as frações de estrelas da primeira geração N_{1G}/N_{TOT} e número de estrelas analisadas no RGB deste trabalho e de Milone et al. (2017).

Nome	M_V (mag)	Massa ($10^5 M_\odot$)	Este trabalho		Milone et al. (2017)	
			N_{RGB}	N_{1G}/N_{TOT}	N_{RGB}	N_{1G}/N_{TOT}
NGC 6304	-7.30	1.93	540	0.304 ± 0.118	602	—
NGC 6624	-7.49	3.32	497	0.314 ± 0.089	594	0.279 ± 0.020
NGC 6637	-7.64	3.44	832	0.436 ± 0.055	862	0.425 ± 0.017
NGC 6652	-6.66	2.59	333	0.346 ± 0.063	340	0.344 ± 0.026
NGC 6717	-5.66	1.23	115	0.591 ± 0.077	102	0.637 ± 0.039
NGC 6723	-7.83	3.74	650	0.395 ± 0.055	695	0.363 ± 0.017
NGC 6362	-6.95	1.17	224	0.616 ± 0.077	233	0.574 ± 0.035

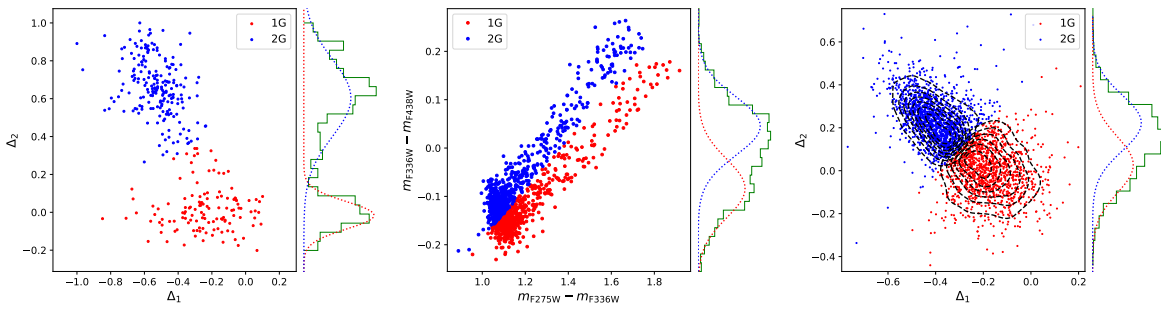


Figura 4.5: O mesmo que a Figura 4.2, porém para o aglomerado NGC 6652.

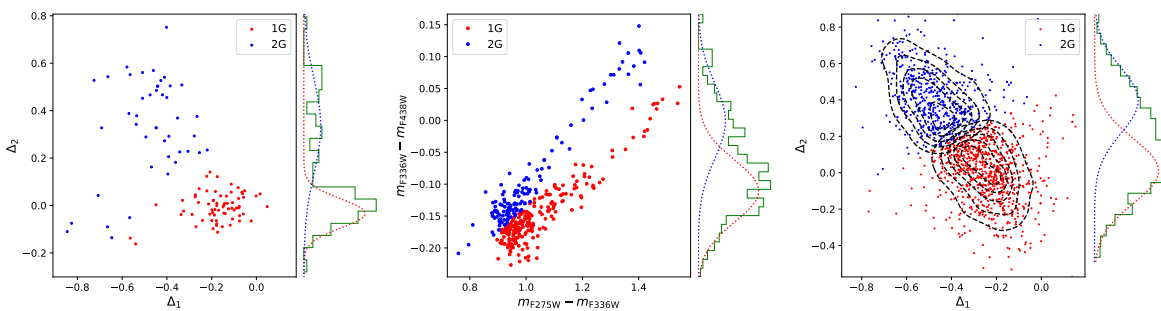


Figura 4.6: O mesmo que a Figura 4.2, porém para o aglomerado NGC 6717.

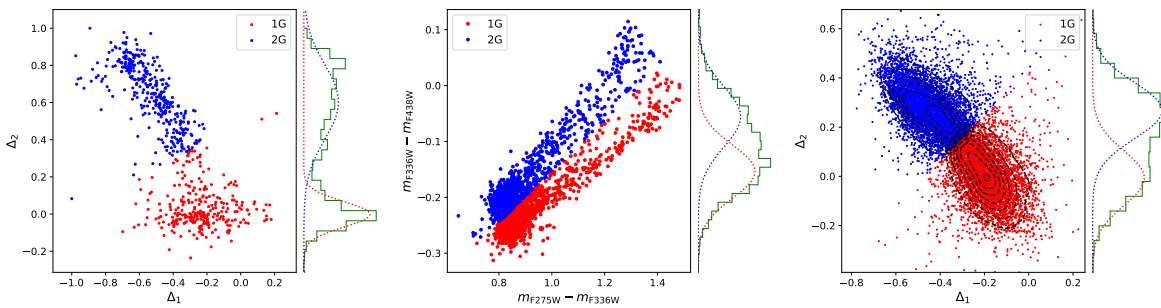


Figura 4.7: O mesmo que a Figura 4.2, porém para o aglomerado NGC 6723.

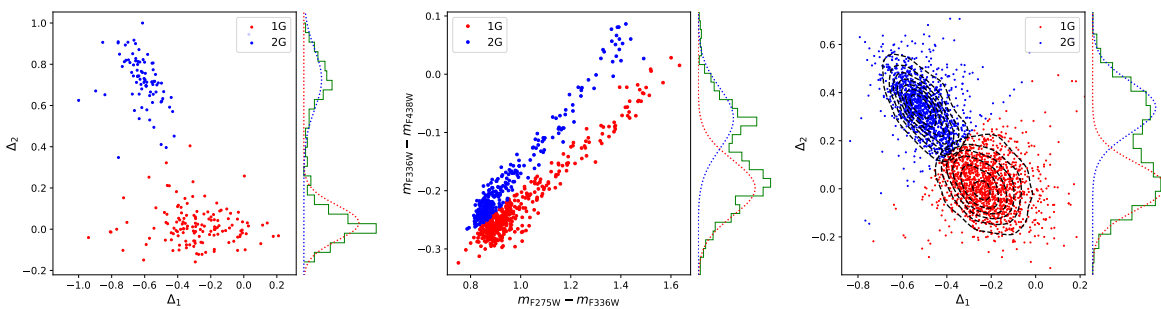


Figura 4.8: O mesmo que a Figura 4.2, porém para o aglomerado do Halo interno NGC 6362.

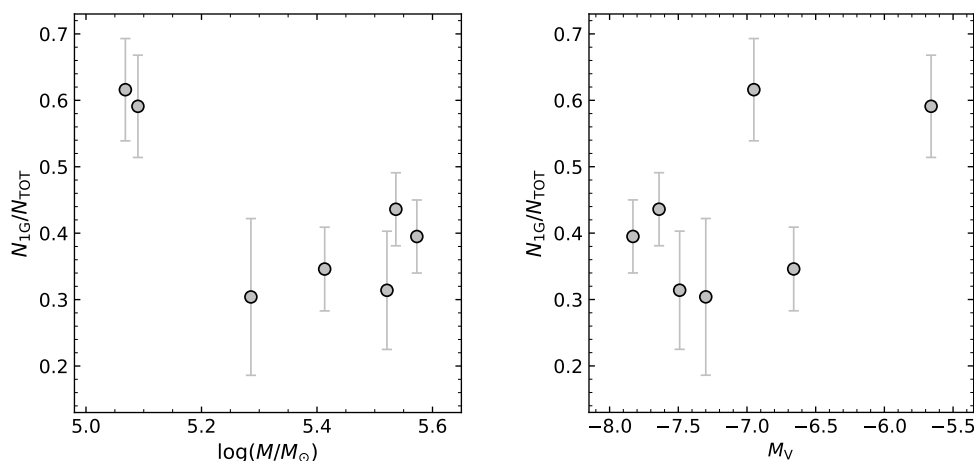


Figura 4.9: Relação entre a fração de estrelas 1G em função da massa (painel esquerdo) e da magnitude absoluta (painel direito), com os resultados para os sete aglomerados da amostra. Apesar de as correlações não serem tão bem definidas, a massa apresenta uma anticorrelação e M_V uma correlação com a fração N_{1G}/N_{TOT}

Os valores de N_{1G}/N_{TOT} derivados neste trabalho estão em conformidade com os resultados do Artigo IX. O número de estrelas analisadas no RGB é um pouco diferente, devido à exclusão das estrelas residuais com a linha fiducial e também às diferenças na magnitude exata em que é feita a divisão entre RGB e SGB (Figura 4.1). Neste trabalho, assumiu-se essa divisão como o ponto em que a inclinação do RGB começa a diminuir, enquanto que a divisão entre SGB e MS é o ponto de *turnoff* (MSTO).

A Figura 4.9 mostra a relação entre a fração de estrelas N_{1G}/N_{TOT} com a massa e a magnitude absoluta para os 7 GCs analisados neste trabalho. Já a figura 4.10 mostra essas mesmas relações mas para os 57 GCs do projeto GO-13297, segundo Milone et al. (2017). A partir da análise de relações univariadas entre os valores derivados e vários parâmetros globais dos aglomerados (e.g. idade, $[Fe/H]$, $E(B - V)$, M_V , R_{GC} , densidade estelar central), o Artigo IX calcula o coeficiente de correlação de classificação de Spearman r para buscar possíveis correlações entre eles. Detecta-se uma forte correlação ($r > 0.70$, em que quanto mais próximo 1 ou -1 significa uma maior correlação ou anti-correlação) entre a fração N_{1G}/N_{TOT} e a magnitude absoluta e o brilho superficial central μ_V ; e uma forte anticorrelação entre N_{1G}/N_{TOT} e a massa do aglomerado.

A amostra analisada neste trabalho, composta apenas por GCs do Bojo (e NGC 6362), é bem menor que a do Artigo IX e não nos permite fazer uma análise tão robusta estatisticamente. No entanto, analisando a Tabela 4.1, é possível observar alguns padrões: (i) os dois

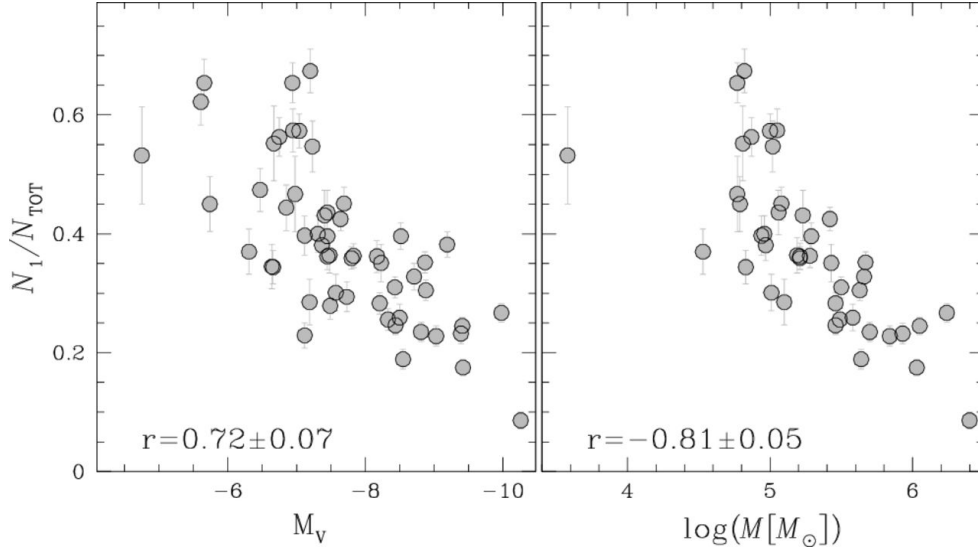


Figura 4.10: As mesmas correlações mostradas na Figura 4.9, porém para todos os 57 GCs da amostra observada no programa GO-13297. O eixo-x do quadro da esquerda está com a escala invertida em relação à Figura 4.9. Extraído de Milone et al. (2017).

GCs menos massivos (NGC 6717 e NGC 6362) apresentam os maiores N_{1G}/N_{TOT} ; (ii) nos 5 GCs restantes, observa-se uma correlação entre N_{1G}/N_{TOT} e a massa: p. ex. NGC 6723 é mais massivo e mesmo assim possui uma maior fração de estrelas 1G do que NGC 6652; (iii) dois dos três GCs moderadamente ricos em metais (NGC 6304 e NGC 6624) são os dois GCs com menor N_{1G}/N_{TOT} de toda a amostra. Apesar desses padrões, só uma melhor amostragem dos GCs do Bojo poderia de fato confirmá-los.

A Figura 4.11 apresenta três combinações de CMD do aglomerado NGC 6637, todas com a mesma magnitude (m_{F336W}), com a diferenciação entre as estrelas da primeira e segunda gerações. As cores são dispostas de maneira que a pseudo-cor $C_{F275W,F336W,F438W}$ do painel esquerdo é o resultado da subtração das outras duas cores: como essas cores mostram a 1G e 2G invertidas, a subtração de uma pela outra maximiza a separação das MPs. Mesmo no caso de NGC 6304 (Figura 4.2), essa combinação de três CMDs mostra uma boa separação das MPs. Analisando os resultados como um todo e sua compatibilidade com o Artigo IX, é possível afirmar que o primeiro objetivo deste trabalho foi alcançado, ou seja, a separação nos três estágios evolutivos foi bem sucedida e será possível executar os ajustes de isócrona separadamente para cada geração.

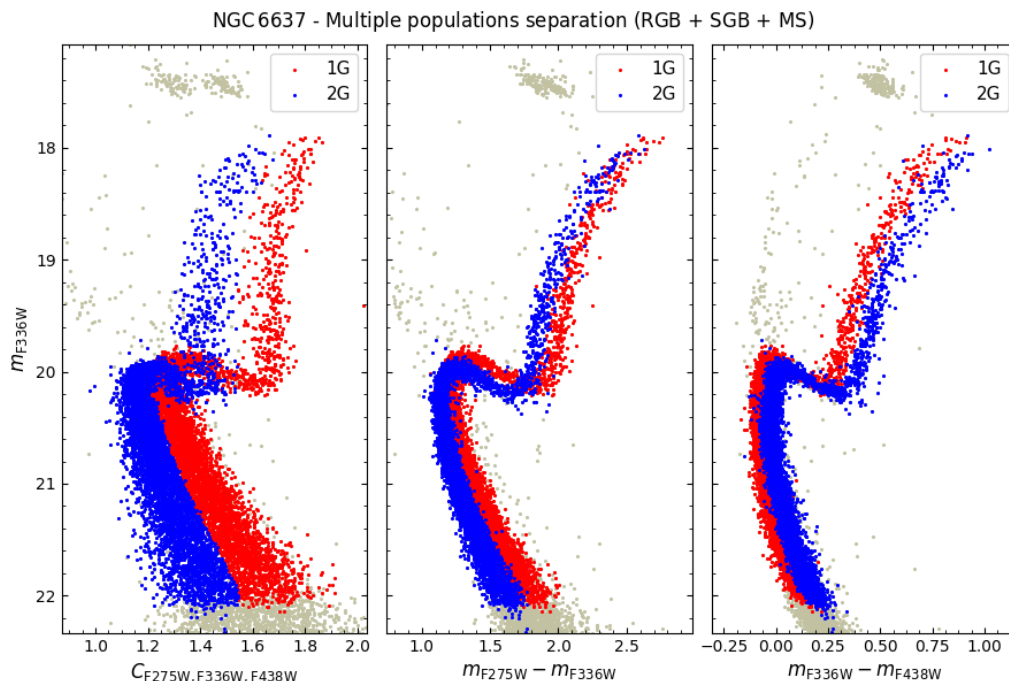


Figura 4.11: Combinação de três diagramas com a separação das múltiplas populações de NGC 6637, com a mesma magnitude e as cores relacionadas à pseudo-cor $C_{F275W,F336W,F438W}$. As cores dos CMDs central e direito subtraídas correspondem à pseudo-cor do CMD da esquerda. A separação fornece bons resultados desde a MS até o RGB, mas a separação no SGB chama mais atenção pela superposição das gerações.

4.2 Ajuste de isócronas via inferência Bayesiana

Esta Seção engloba os resultados do ajuste de isócronas tanto para populações simples (SSPs) como para as respectivas múltiplas populações (MPs), contendo portanto a resposta aos dois grandes objetivos deste trabalho: verificar se há (e quantificar) uma diferença em idades entre as populações rica e pobre em metais de GCs do Bojo e ainda entre as MPs detectadas na Seção 4.1. Detalhes sobre o método adotado, o teorema de Bayes ou o código SIRIUS podem ser consultados na Seção 3.2.

4.2.1 Testes de sanidade com CMDs sintéticos

Um diagrama cor-magnitude (CMD) sintético é aquele simulado diretamente a partir de um modelo de evolução estelar, adotando uma função de massa inicial e fração de binárias, com o intuito de reproduzir precisamente a distribuição real das estrelas em um CMD observado. O CMD sintético é totalmente independente das observações ou de calibrações fotométricas, dependendo exclusivamente do modelo adotado. Isso faz dele um ótimo teste

de sanidade para o método de ajuste de isócronas, uma vez que um aglomerado com os parâmetros típicos dos GCs da amostra pode ser simulado e o ajuste de isócronas deve retornar exatamente esses valores, dentro das incertezas. Caso os parâmetros não sejam recuperados, é muito provável que haja algum erro sistemático ou no próprio cálculo da verossimilhança.

Os ingredientes para gerar um CMD sintético como uma SSP composta por estrelas de mesma idade e $[\text{Fe}/\text{H}]$ são, na ordem: adotar um modelo de evolução estelar adequado, selecionando a idade e metalicidade ($[\text{Fe}/\text{H}]$ ou Z^1) desejadas; deslocá-lo em $(m - M)_0$ e $E(B - V)$; gerar uma determinada quantidade de estrelas segundo a IMF, a fração em massa de binárias e sua razão de distribuição em massa; e, por fim, espalhar as estrelas em cor e magnitude respeitando a relação derivada entre magnitude e erros fotométricos (Figura 3.7). As isócronas escolhidas neste trabalho para gerar os CMDs sintéticos são as de DSED (Dotter et al., 2008), uma vez que incluem os efeitos de difusão atômica e não necessitam de uma correção sistemática das idades.

Os CMDs sintéticos gerados pelo código SIRIUS para o aglomerado do Bojo HP 1 foram extensamente reformulados e testados (Kerber et al., 2019). Já para os GCs com dados do HST, os CMDs sintéticos foram gerados (incluindo para as múltiplas populações) mas ainda não foram testados para checar se os parâmetros de entrada seriam recuperados. No entanto, desde que a ferramenta e os parâmetros para gerar o CMD sintético sejam os mesmos, e as incertezas fotométricas (incluídas na função de verossimilhança) sejam coerentes com as observações, o teste de sanidade com o HP 1 é suficiente para atestar a eficiência do SIRIUS independentemente do sistema fotométrico adotado.

A Figura 4.12 mostra o CMD K_S vs. $J - K_S$ de HP 1, observado com o GeMS+GSAOI (imageador de óptica adaptativa do telescópio Gemini Sul), o CMD sintético gerado com uma isócrona de DSED (12.5 Gyr, $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.06$, $E(B - V) = 1.15$ e $(m - M)_0 = 14.05$) e o resultado do SIRIUS para esse CMD sintético. O CMD sintético foi gerado utilizando a IMF de Salpeter ($dN/dm \propto m^{-2.35}$; Salpeter, 1955), uma fração de binárias de 30% e uma razão de massa mínima entre as binárias de 70% (ou seja, a massa da estrela secundária é maior que 70% da massa da estrela primária). O *corner plot* no painel direito mostra que os parâmetros de entrada foram recuperados dentro das incertezas, e as curvas de nível evidenciam uma fraca anticorrelação (esperada) da idade com $[\text{Fe}/\text{H}]$ e $(m - M)_0$. A

¹ Para $[\alpha/\text{Fe}] = 0$, temos $[\text{Fe}/\text{H}] = \log\left(\frac{Z/X}{Z_\odot/X_\odot}\right)$ ou $\log Z \approx 0.977 \cdot [\text{Fe}/\text{H}] - 1.699$ (Bertelli et al., 1994).

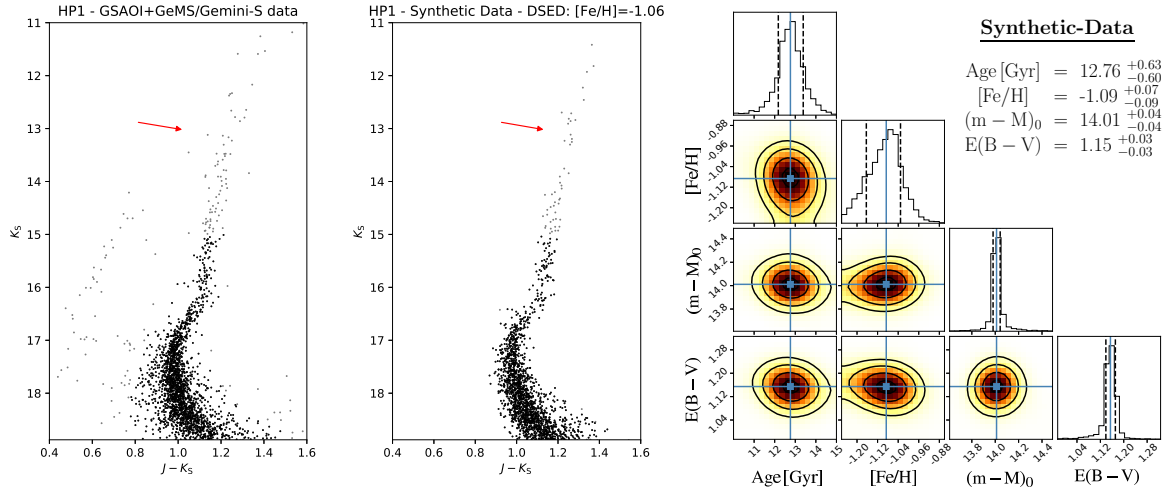


Figura 4.12: Resultado do ajuste de isócronas sobre o CMD sintético em K_S vs. $J - K_S$. Os dados reais (painel esquerdo) e o diagrama sintético gerado com uma isócrona de DSED (painel central) são muito similares. Os resultados são bem coerentes com os parâmetros de entrada (12.5 Gyr, $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.06$, $E(B - V) = 1.15$ e $(m - M)_0 = 14.05$).

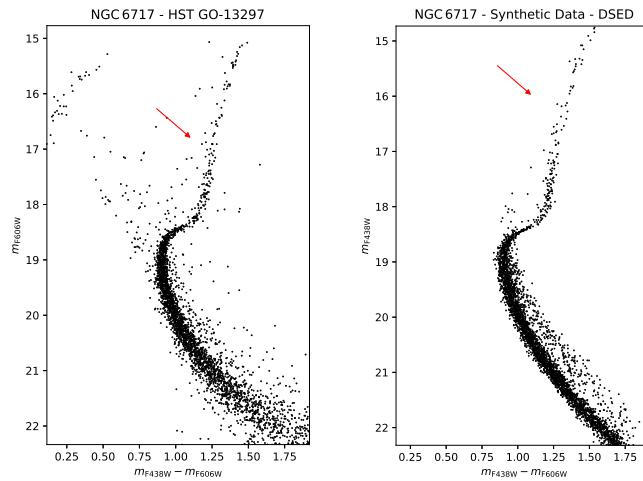


Figura 4.13: Diagramas cor-magnitude m_{F606W} vs. $m_{\text{F438W}} - m_{\text{F606W}}$ observado e sintético, gerado para NGC 6717. O vetor avermelhamento corresponde a um $E(B - V) = 0.20$.

Figura 4.12 foi extraída de Kerber et al. (2019, Apêndice B.2).

A Figura 4.13 mostra os CMDs m_{F606W} vs. $m_{\text{F438W}} - m_{\text{F606W}}$ observado e sintético do aglomerado moderadamente pobre em metais NGC 6717, o GC menos massivo e com maior $N_{\text{IG}}/N_{\text{TOT}}$ da amostra do Bojo. A distribuição de estrelas na sequência principal, ramo de subgigantes e ramo de gigantes vermelhas é semelhante nos dois CMDs, inclusive a sequência de binárias. O ramo horizontal não foi simulado nos CMDs sintéticos, apesar de ser factível com as isócronas de BaSTI, pois essas estrelas não são utilizadas no ajuste de isócronas deste trabalho, apesar de ser possível utilizar essas estrelas como um vínculo para

as distâncias. O resultado com os CMDs sintéticos de HP 1, obtidos também com isócronas de BaSTI e em outra combinação de filtros, demonstram que a abordagem Bayesiana aplicada no SIRIUS é capaz de determinar precisamente os parâmetros de interesse.

4.2.2 Ajuste de isócronas considerando uma população simples

Além dos trabalhos listados na Seção 2.2, os quais não incluem uma determinação precisa da idade dos GCs, três importantes artigos derivam as idades para vários aglomerados, com dados do HST: Dotter et al. (2010) e VandenBerg et al. (2013), utilizando os dados do programa GO-10775 (PI A. Sarajedini), e Wagner-Kaiser et al. (2016) com dados preliminares do programa GO-13297. Os resultados desses artigos são colocados na Tabela 4.2, para serem comparados com os resultados obtidos com o SIRIUS. Com os resultados de idades para 60 GCs, Dotter et al. (2010) concluem que os GCs pobres em metais do Bojo e com ramo horizontal azul (BHB) estão entre os GCs mais velhos da Galáxia, colocando a idade como o segundo parâmetro de influência na morfologia do HB.

Apesar de Wagner-Kaiser et al. (2016) utilizarem dados do programa GO-13297 e aplicarem métodos Bayesianos, adotam um único modelo de evolução estelar (DSED), com $[\alpha/\text{Fe}] = 0.0$ (em escala solar), em CMDs compostos por filtros ultravioleta, onde a dispersão de estrelas não é devida unicamente aos erros fotométricos, mas também às diferenças nas abundâncias de elementos CNO (não incluídas nos modelos). Além disso, parece haver algum problema no método Bayesiano adotado, pois são obtidas incertezas praticamente nulas para todos os parâmetros (e.g. $\sigma_{\text{AGE}} \sim 0.04 \text{ Gyr}$ e $\sigma_{(m-M)_0} \sim 0.003$) e principalmente abundâncias em He (Y) maiores que 0.40 para as estrelas 2G, em desacordo com os resultados desta colaboração (Lagioia et al., 2018; Milone et al., 2018).

No presente trabalho, o espaço de parâmetros quadridimensional foi explorado respeitando os seguintes limites: *(i)* idades entre 10 e 15 Gyr, com passos de 0.1 Gyr; *(ii)* metalicidades centradas no valor obtido com espectroscopia de alta-resolução (Tabela 2.2) permitindo 0.15 dex acima e abaixo, com passos de 0.01 dex; *(iii)* módulo de distância absoluto com 45 passos de 0.01; e *(iv)* avermelhamento $E(B - V)$ com 45 passos de 0.005. Exceções para o valor central de $[\text{Fe}/\text{H}]$ são: NGC 6717 que não possui $[\text{Fe}/\text{H}]$ obtida em alta-resolução, NGC 6304 e NGC 6652, cuja $[\text{Fe}/\text{H}]$ é derivada por Conroy et al. (2018) a partir de espectros integrados. Para esses três casos, o valor central adotado é a média entre os valores de Harris (1996), Carretta et al. (2009) e Conroy et al. (2018).

Tabela 4.2 - Resultados de artigos com ajuste de isócronas de uma grande amostra de GCs: Dotter et al. (2010, D10), VandenBerg et al. (2013, VdB13); Wagner-Kaiser et al. (2016, WK16). Dos parâmetros colocados na tabela, apenas a idade é um parâmetro livre.

Nome	[Fe/H]	[α /Fe]	Idade (Gyr)	Ref.
NGC 6304	-0.50	0.2	12.75 ± 0.75	D10
	-0.37	0.22	11.25 ± 0.38	VdB13
NGC 6624	-0.50	0.0	13.00 ± 0.55	D10
	-0.42	0.25	11.25 ± 0.50	VdB13
	-0.70	—	$9.065^{+0.062}_{-0.046}$	WK16
NGC 6637	-0.70	0.2	12.50 ± 0.75	D10
(M69)	-0.59	0.35	11.00 ± 0.38	VdB13
	-0.78	—	$9.622^{+0.063}_{-0.050}$	WK16
NGC 6652	-0.75	0.2	13.25 ± 0.50	D10
	-0.76	0.46	11.25 ± 0.25	VdB13
	-1.10	—	$14.999^{+0.001}_{-0.002}$	WK16
NGC 6717	-1.10	0.2	13.00 ± 0.75	D10
(Pal9)	-1.26	—	12.50 ± 0.50	VdB13
	-1.26	—	$11.526^{+0.047}_{-0.030}$	WK16
NGC 6723	-1.00	0.2	12.75 ± 0.50	D10
	-1.10	—	12.50 ± 0.25	VdB13
NGC 6362	-1.10	0.4	12.50 ± 0.50	D10
	-1.07	0.35	12.50 ± 0.25	VdB13
	-1.17	—	$12.818^{+0.033}_{-0.039}$	WK16

Foram aplicadas isócronas de BaSTI e DSED no CMD m_{F606W} vs. $m_{F438W} - m_{F606W}$, aproximadamente um V vs. $B - V$. As cadeias de Markov foram executadas utilizando 100 caminhantes e 100 passos, combinando 10 conjuntos de cadeias independentes, o que é equivalente a 100 caminhantes e 1000 passos, fazendo com que as distribuições de probabilidade posteriores se aproximem mais de uma distribuição normal. Os resultados com as isócronas de BaSTI passaram por uma correção de $\Delta\text{Age} = -0.77$ Gyr, $\Delta E(B - V) = -0.04$ e $\Delta(m - M)_0 = 0.21$, de acordo com a subseção 3.2.4, por não incluírem os efeitos de difusão atômica nas simulações, sendo aqui então chamadas de BaSTI*.

A Tabela 4.3 apresenta os resultados obtidos com DSED e BaSTI*, no CMD m_{F606W} vs. $m_{F438W} - m_{F606W}$. Pode-se observar que os valores dos dois modelos são compatíveis feita a correção BaSTI*, o que mostra que essa correção é válida e muito importante para

não gerar uma divergência tão grande entre os dois modelos. As metalicidades obtidas também não fugiram muito do valor central.

Tabela 4.3 - Resultados do ajuste de isócronas adotando o aglomerado como uma população simples, com a idade, $[\text{Fe}/\text{H}]$, $(m - M)_0$ e $E(B - V)$ como parâmetros livres. Tabela extraída de Oliveira et al., em preparação (Apêndice B.4). A linha BaSTI* corresponde ao ajuste com isócronas de BaSTI, corrigido por $\Delta\text{Age} = -0.77$ Gyr, $\Delta E(B - V) = 0.04$ e $\Delta(m - M)_0 = 0.21$.

Nome	Modelo	Idade (Gyr)	$[\text{Fe}/\text{H}]$	$(m - M)_0$	d_\odot (kpc)	$E(B - V)$
NGC 6304	DSED	$12.06^{+0.38}_{-0.41}$	$-0.49^{+0.05}_{-0.05}$	$14.20^{+0.04}_{-0.05}$	$6.92^{+0.13}_{-0.16}$	$0.40^{+0.02}_{-0.03}$
	BaSTI*	$11.66^{+0.60}_{-0.46}$	$-0.50^{+0.06}_{-0.06}$	$14.15^{+0.05}_{-0.04}$	$6.76^{+0.16}_{-0.12}$	$0.43^{+0.03}_{-0.03}$
NGC 6624	DSED	$12.75^{+0.39}_{-0.34}$	$-0.72^{+0.02}_{-0.04}$	$14.82^{+0.02}_{-0.07}$	$9.20^{+0.09}_{-0.29}$	$0.17^{+0.02}_{-0.02}$
	BaSTI*	$12.67^{+0.52}_{-0.58}$	$-0.65^{+0.04}_{-0.06}$	$14.78^{+0.06}_{-0.03}$	$9.04^{+0.25}_{-0.13}$	$0.17^{+0.02}_{-0.02}$
NGC 6637 (M69)	DSED	$12.44^{+0.23}_{-0.21}$	$-0.77^{+0.06}_{-0.07}$	$14.98^{+0.03}_{-0.03}$	$9.91^{+0.14}_{-0.14}$	$0.08^{+0.02}_{-0.02}$
	BaSTI*	$12.37^{+0.33}_{-0.35}$	$-0.77^{+0.06}_{-0.07}$	$14.94^{+0.05}_{-0.04}$	$9.73^{+0.22}_{-0.18}$	$0.10^{+0.02}_{-0.02}$
NGC 6652	DSED	$12.03^{+0.36}_{-0.48}$	$-0.86^{+0.05}_{-0.06}$	$15.07^{+0.05}_{-0.04}$	$10.33^{+0.24}_{-0.19}$	$0.06^{+0.02}_{-0.03}$
	BaSTI*	$11.80^{+0.34}_{-0.30}$	$-0.84^{+0.05}_{-0.02}$	$15.09^{+0.03}_{-0.03}$	$10.42^{+0.15}_{-0.15}$	$0.06^{+0.01}_{-0.02}$
NGC 6717 (Pal 9)	DSED	$12.91^{+0.16}_{-0.26}$	$-1.25^{+0.04}_{-0.04}$	$14.44^{+0.03}_{-0.02}$	$7.73^{+0.10}_{-0.07}$	$0.18^{+0.01}_{-0.02}$
	BaSTI*	$13.37^{+0.33}_{-0.60}$	$-1.24^{+0.06}_{-0.06}$	$14.44^{+0.05}_{-0.03}$	$7.73^{+0.18}_{-0.11}$	$0.17^{+0.02}_{-0.02}$
NGC 6723	DSED	$12.53^{+0.24}_{-0.24}$	$-1.16^{+0.05}_{-0.03}$	$14.74^{+0.02}_{-0.03}$	$8.87^{+0.08}_{-0.12}$	$0.02^{+0.02}_{-0.02}$
	BaSTI*	$13.01^{+0.29}_{-0.37}$	$-1.16^{+0.05}_{-0.05}$	$14.73^{+0.03}_{-0.03}$	$8.83^{+0.12}_{-0.12}$	$0.01^{+0.02}_{-0.02}$
NGC 6362	DSED	$12.80^{+0.25}_{-0.37}$	$-1.11^{+0.05}_{-0.02}$	$14.63^{+0.03}_{-0.04}$	$8.43^{+0.12}_{-0.15}$	$0.00^{+0.02}_{-0.02}$
	BaSTI*	$12.96^{+0.39}_{-0.54}$	$-1.08^{+0.03}_{-0.05}$	$14.62^{+0.04}_{-0.03}$	$8.39^{+0.16}_{-0.11}$	$0.00^{+0.02}_{-0.01}$

As sete figuras seguintes mostram o CMD com a isócrona da solução central sobreposta nas estrelas do aglomerado, juntamente com o *corner plot* das cadeias de Markov geradas mostrando a projeção uni e bidimensional da distribuição posterior de probabilidade no espaço de parâmetros. As Figuras 4.14–4.16 mostram os resultados com as isócronas de DSED para os três GCs do Bojo moderadamente ricos em metais da amostra (NGC 6304, NGC 6624 e NGC 6637); as Figuras 4.17–4.19 mostram os resultados para os três GCs moderadamente pobres em metais (NGC 6652, NGC 6717 e NGC 6723); e a Figura 4.20 mostra o resultado para o aglomerado do Halo interno NGC 6362. Os resultados com isócronas de BaSTI são colocados no Apêndice A, respeitando a mesma ordem das isócronas de DSED e das tabelas anteriores.

Alguns resultados chamam a atenção: (*i*) os GCs com menor idade foram NGC 6304 (o aglomerado mais próximo ao centro Galáctico e com maior avermelhamento da amostra) e

NGC 6652 (que, apesar de ser moderadamente pobre em metais, possui um HB vermelho); (ii) os GCs com maior idade foram NGC 6717 e NGC 6362, ambos com ~ 13 Gyr, que são também os aglomerados menos massivos e com maior fração N_{1G}/N_{TOT} (Seção 4.1); (iii) os três aglomerados restantes (NGC 6624, NGC 6637 e NGC 6723) possuem idades intermediárias, de aproximadamente 12.5 Gyr.

Acredita-se que os aglomerados moderadamente pobres em metais do Bojo (enriquecidos em elementos- α) com um ramo horizontal azul estejam entre os GCs mais antigos da Galáxia (Barbuy et al., 2018; Kerber et al., 2018, 2019) juntamente com os GCs pobres em metais do Halo, com idades maiores que 12.5 Gyr. Os GCs moderadamente ricos em metais do Bojo, por outro lado, seriam 0.5 – 1.0 Gyr mais jovens que essa população mais velha. O grande intervalo de metalicidades coberto pelos GCs da presente amostra e as determinações precisas de idades permitem que essa relação seja examinada. A Figura 4.21

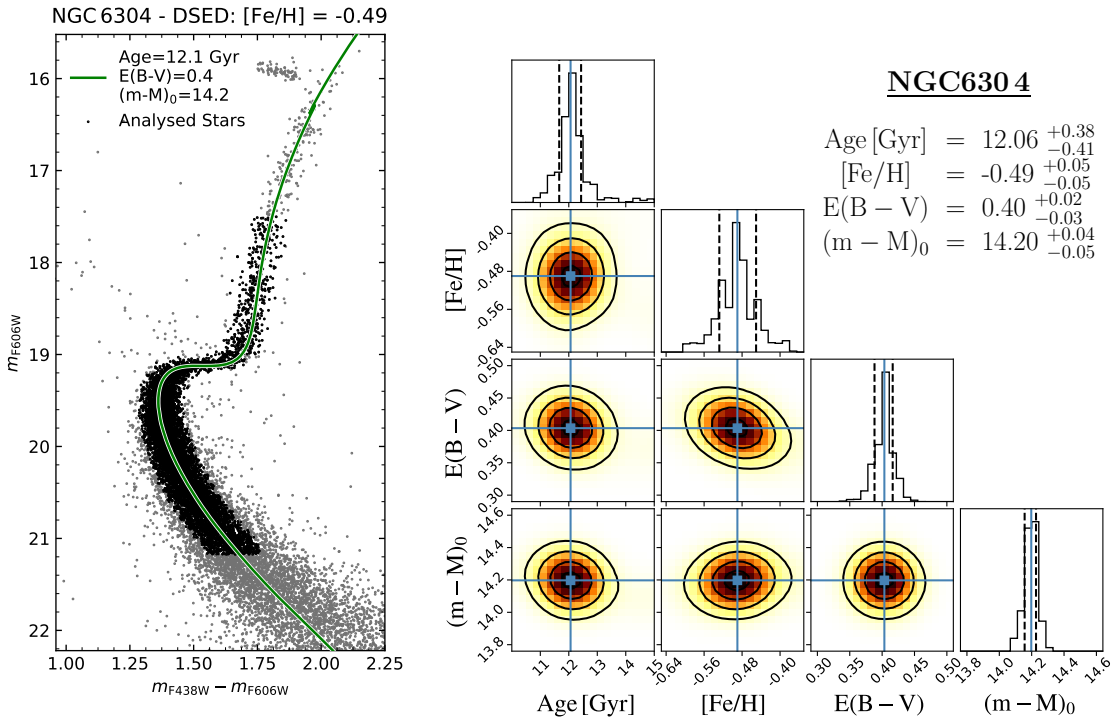


Figura 4.14: Resultado do ajuste de isócronas de DSED considerando uma população simples, para o aglomerado NGC 6304, cuja solução retornou o maior $E(B - V)$ da amostra e a menor idade (com o aglomerado NGC 6652). (Esquerda:) Diagrama cor magnitude m_{F606W} vs. $m_{F438W} - m_{F606W}$ com a isócrona dos parâmetros centrais da solução. Os pontos pretos são as estrelas que foram utilizadas no ajuste e os cinza são aquelas que foram desconsideradas na seleção de estrelas (ver subseção 3.2.3). (Direita:) Corner plots mostrando a distribuição de probabilidades dos quatro parâmetros livres e a correlação entre eles. No canto superior direito, estão os valores centrais com as incertezas da solução.

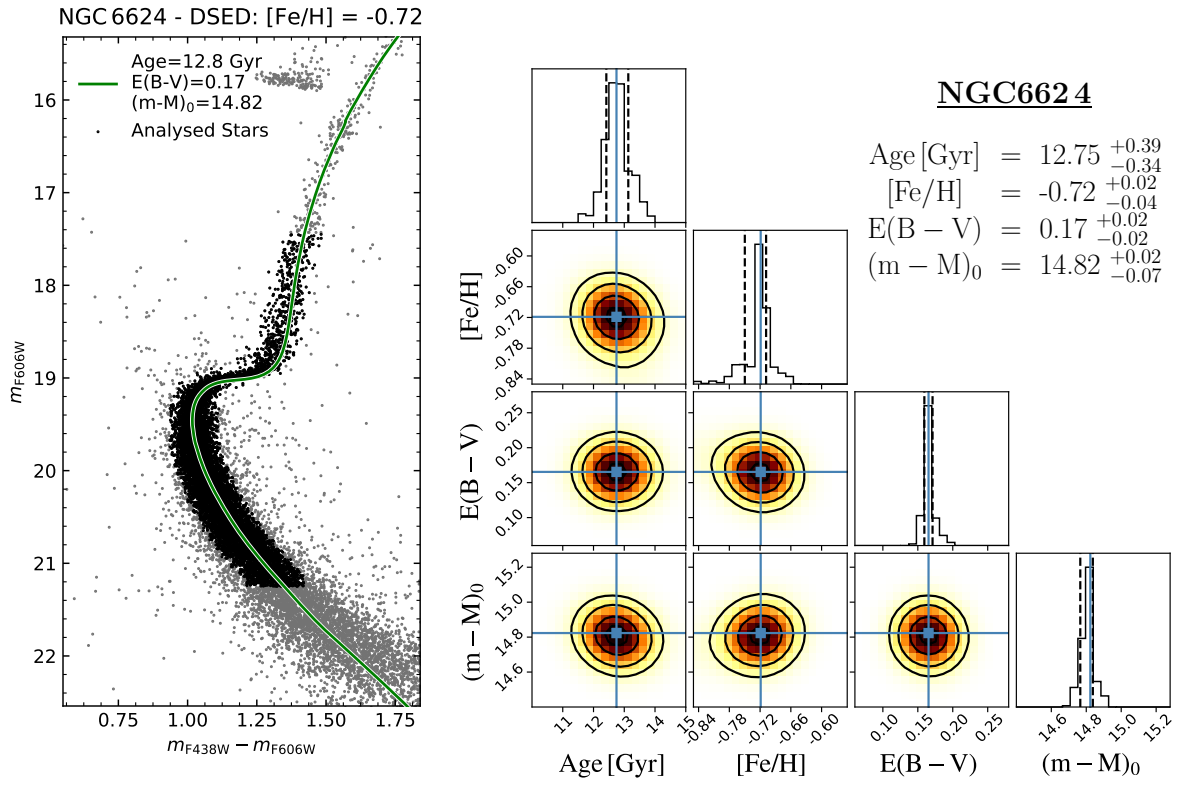


Figura 4.15: O mesmo que a Figura 4.14, porém para o aglomerado NGC 6624.

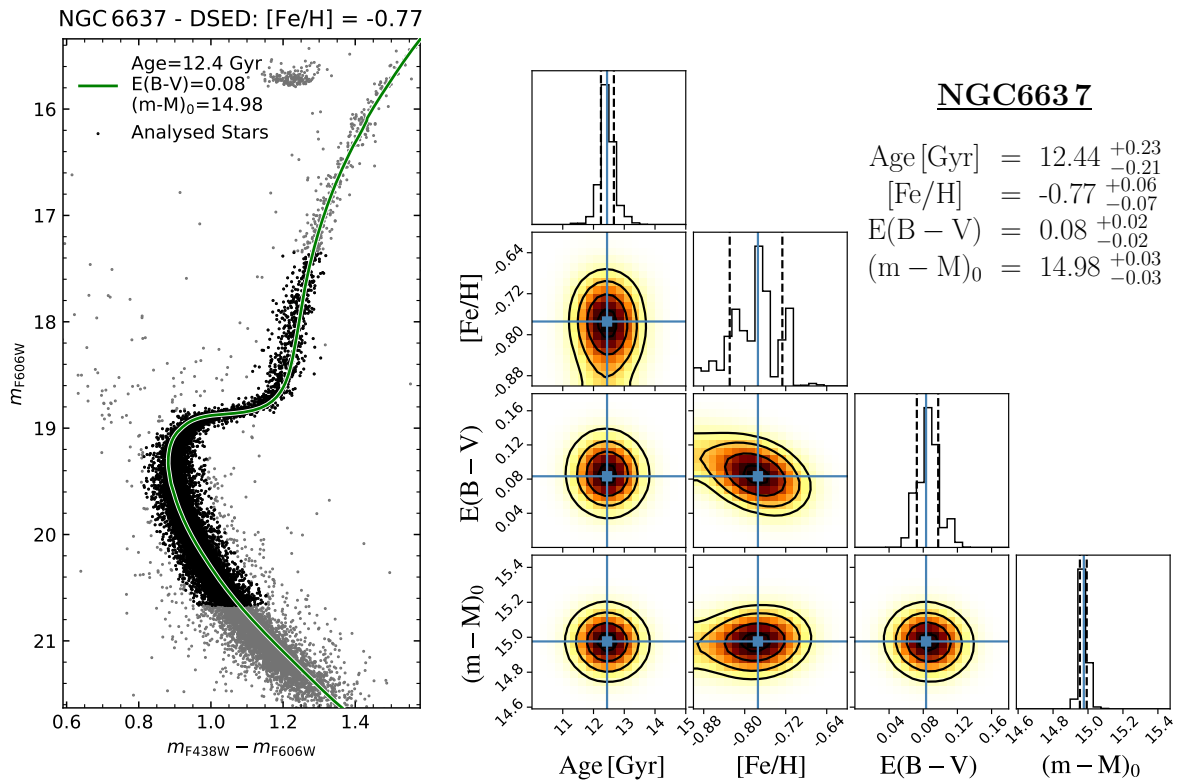


Figura 4.16: O mesmo que a Figura 4.14, porém para o aglomerado NGC 6637.

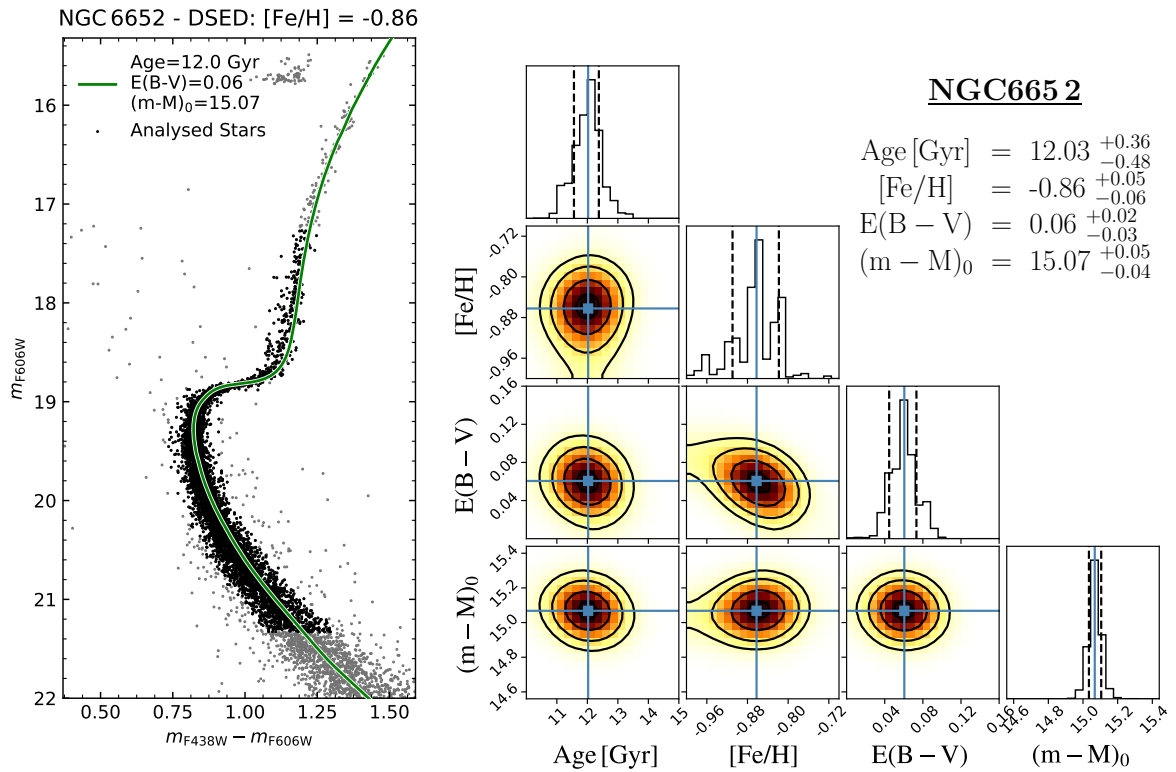


Figura 4.17: O mesmo que a Figura 4.14, porém para o aglomerado NGC 6652. Esse aglomerado, apesar de ser da amostra moderadamente pobre em metais, possui um ramo horizontal que se resume a um *red clump*, o que justifica a sua idade mais baixa.

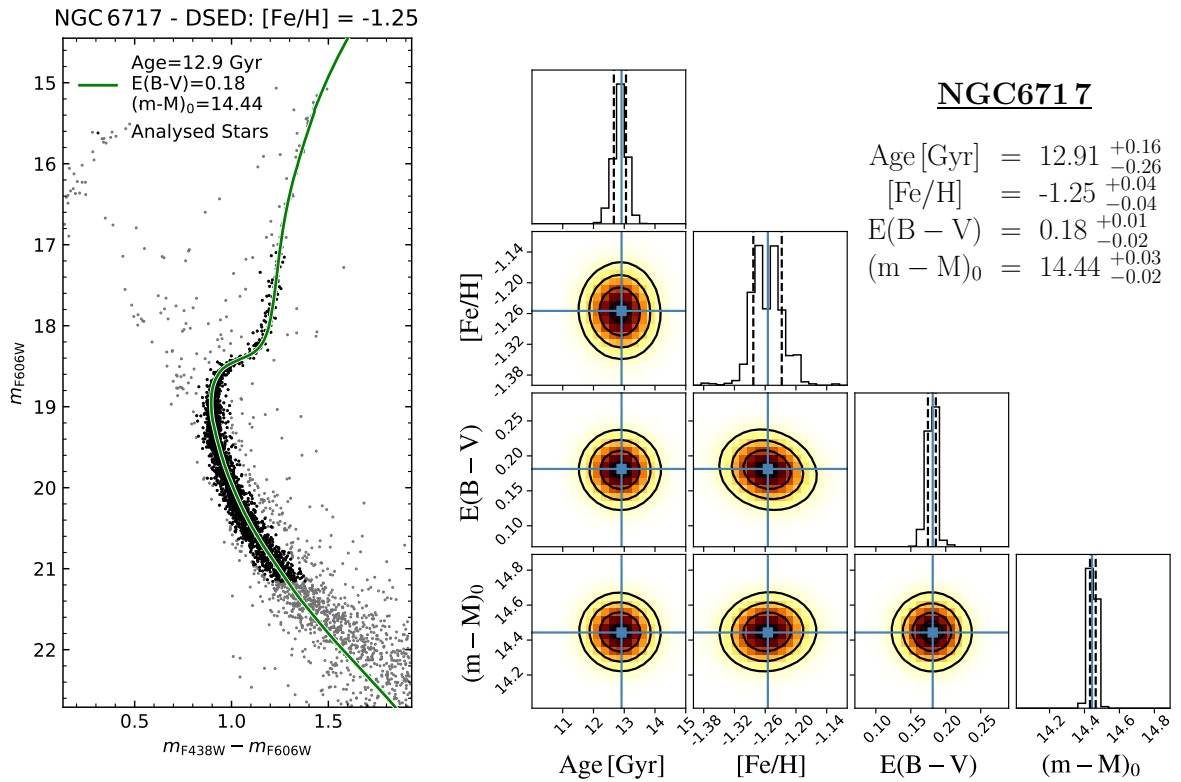


Figura 4.18: O mesmo que a Figura 4.14, porém para o aglomerado NGC 6717.

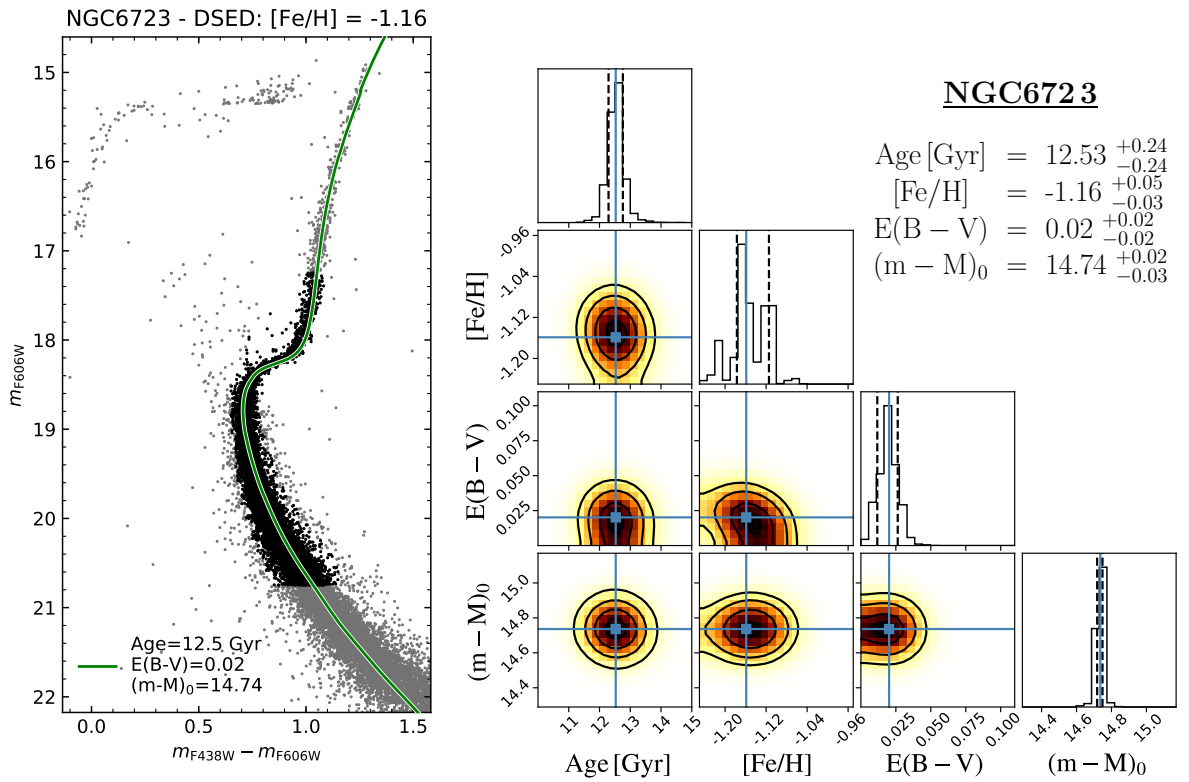


Figura 4.19: O mesmo que a Figura 4.14, porém para o aglomerado NGC 6723.

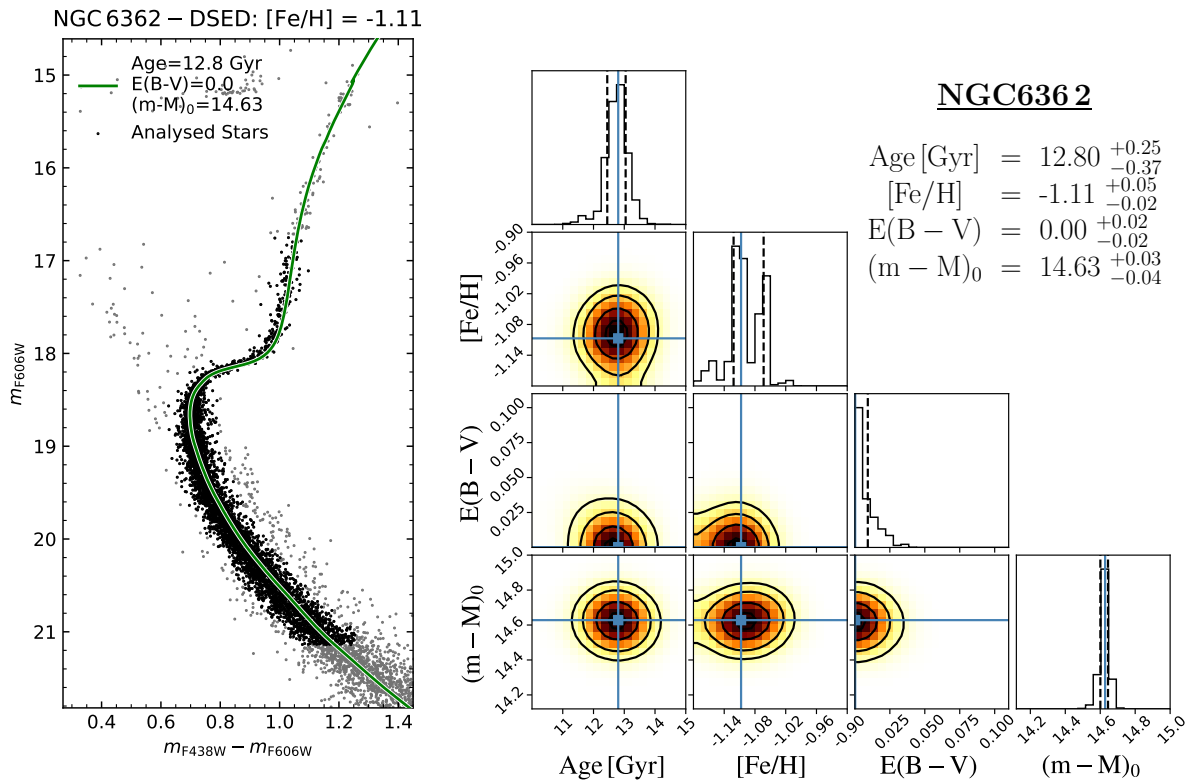


Figura 4.20: O mesmo que a Figura 4.14, porém para o aglomerado NGC 6362.

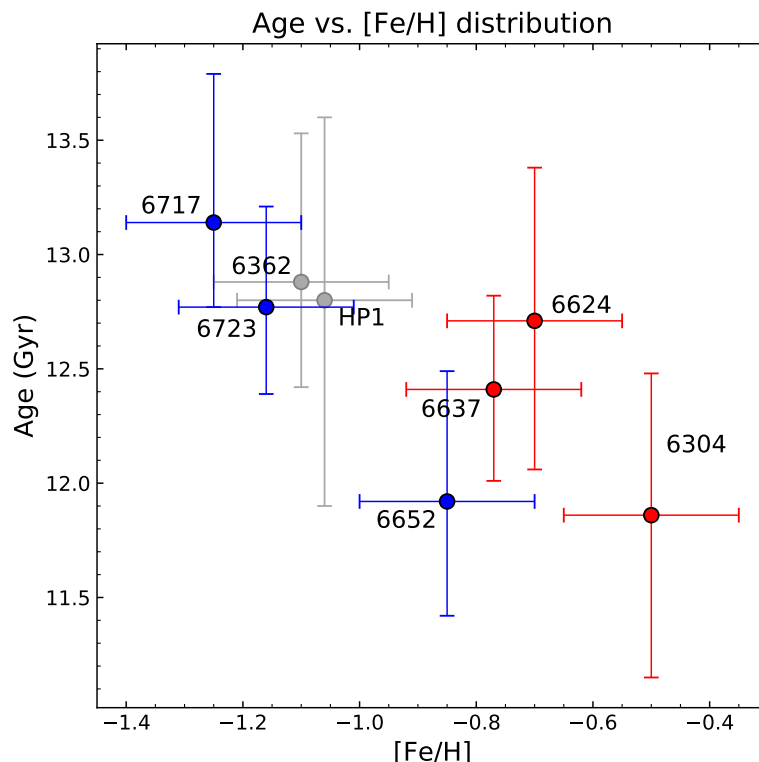


Figura 4.21: Relação entre idade e metalicidade com os resultados obtidos neste trabalho e em Kerber et al. (2019) para HP 1. Em todos os casos, a incerteza colocada em $[Fe/H]$ é o espaço explorado nesse parâmetro no ajuste de isócronas, de 0.15 dex em torno do valor central. Os pontos vermelhos representam os GCs do Bojo ricos em metais, os azuis representam os GCs do Bojo pobres em metais e os cinza são os utilizados como referência (NGC 6362 e HP 1).

mostra a distribuição da média das idades derivadas com os dois modelos em função da $[Fe/H]$ utilizada como central.

A comparação entre as populações moderadamente ricas e pobres em metais da presente amostra (Figura 4.21) fortalece as hipóteses de que os GCs com HB azul estão entre os GCs mais velhos da Galáxia (NGC 6717, NGC 6723 e HP 1) e que os GCs moderadamente ricos são ligeiramente mais jovens. Kerber et al. (2019) deriva uma idade de 12.8 ± 0.9 Gyr para o aglomerado do Bojo, utilizando observações com óptica adaptativa no infravermelho próximo. Apesar de pertencer ao grupo dos GCs pobres em metais do Bojo, o aglomerado NGC 6652 aparece com ~ 12 Gyr, afastado dos outros GCs de seu grupo. Isso pode ser explicado pelo fato de ele não conter um ramo horizontal azul, mas sim um HB vermelho dominado por um *red clump*, típico da amostra de GCs ricos em metais.

4.2.3 RR Lyrae: restrição nas distâncias e abundância em He

As estrelas RR Lyrae são estrelas variáveis pulsantes, evoluídas e com baixa $[\text{Fe}/\text{H}]$, e estão presentes em populações estelares velhas em sua maioria do Halo e Disco espesso, principalmente em GCs. Elas pertencem à População II (Seção 1.2) e ao tipo espectral A ou F, e possuem massa de $\sim 0.5 M_{\odot}$ atualmente, mas possuíam uma massa superior quando estavam na fase de gigante vermelha ($\sim 0.8 M_{\odot}$), tendo ejetado massa durante essa evolução. O termo “RR Lyrae”, adotado a partir de 1958 (Smith, 1995) para as estrelas que eram chamadas anteriormente “variáveis de aglomerados”, se deve à estrela de campo protótipo desse tipo de variável, localizada na constelação de Lyra.

As RR Lyrae, como todas as estrelas presentes no ramo horizontal, queimam He no núcleo, o qual é cercado por uma camada que realiza fusão de hidrogênio. Elas se subdividem em RR0 (ou RRab) e RR1 (RRc) segundo a classificação de Bailey (1902), baseada no formato de suas curvas de luz. O processo responsável pela pulsações radiais que geram a variação de brilho em todos os tipos de variáveis pulsantes (Figura 4.22) é chamado de mecanismo κ , onde κ se refere à opacidade radiativa da atmosfera estelar. Esse mecanismo ocorre em estrelas que a opacidade aumenta com a temperatura, o que torna a atmosfera instável frente a pulsações, ou seja, variações no raio por meio do deslocamento das camadas na atmosfera. O painel esquerdo da Figura 4.22 mostra um resumo² das categorias de estrelas variáveis, diferenciando os grupos de fatores internos e externos.

A variação de brilho das RR Lyrae apresentam períodos entre 0.05 e 1.20 dias, com amplitudes entre 0.3 e 2 magnitudes no visível. No diagrama HR, a localização das variáveis pulsantes de curto período é chamada faixa de instabilidade, mostrada no painel direito³ da Figura 4.22). A faixa de instabilidade divide o ramo horizontal ao meio, com as estrelas do HB vermelho (RHB) à direita e as do HB azul (BHB) à esquerda. Por este motivo, os GCs com RHB (*red clump*) em geral não têm uma amostra grande de estrelas RR Lyrae, pois são ricos em metais, enquanto que aqueles com BHB (pobres em metais) apresentam amostras maiores pois o HB atravessa a faixa de instabilidade.

A luminosidade intrínseca das RR Lyrae, assim como a de outras estrelas variáveis, é bem determinada, o que faz delas velas padrão ideais na determinação de distâncias. Neste trabalho, a distância fornecida pelas estrelas RR Lyrae é usada como uma limitação para

² http://www.astro.caltech.edu/~jlc/ay101_fall2015/ay101_asteroseismology_25nov2015.pdf

³ en.wikipedia.org/wiki/Instability_strip#/media/File:HR-diag-instability-strip.svg

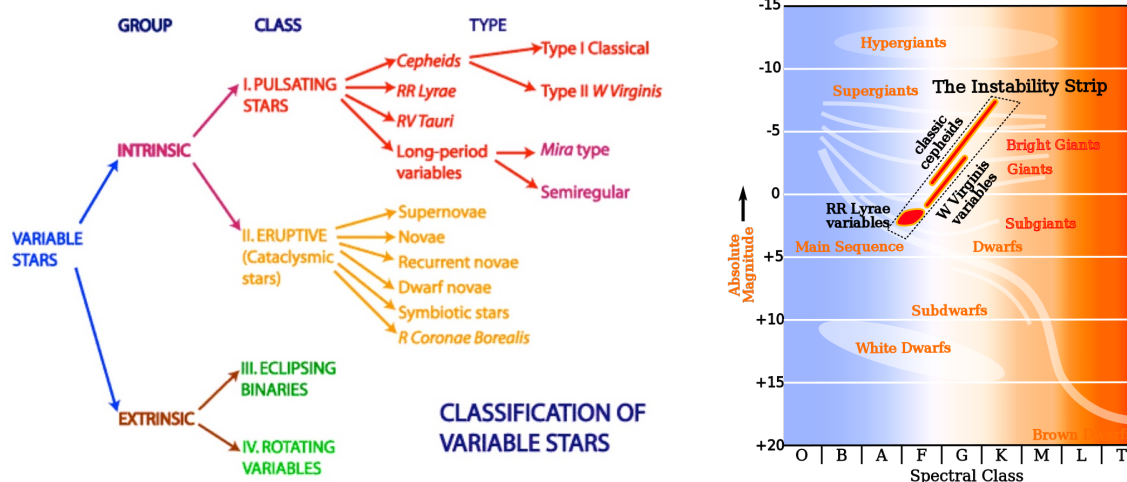


Figura 4.22: (Esquerda:) Diagrama com resumo dos tipos de estrelas variáveis, classificando-as em grupos (fatores internos ou externos) e classes, em que as estrelas RR Lyrae e Cefeidas são classificadas como estrelas pulsantes. (Direita:) Diagrama HR com as fases evolutivas e a faixa de instabilidade de estrelas variáveis em destaque. As RR Lyrae se localizam na borda mais quente da faixa de instabilidade (tipo espectral A ou F), enquanto as Cefeidas são mais espalhadas. As variáveis de longo período (Mira) ficam localizadas mais à direita da faixa de instabilidade, no tipo espectral M. Créditos: Rursus (2007).

a derivação da distância via ajuste de isócronas, mas futuramente será colocada como um *prior* no código SIRIUS).

Explorando os catálogos de Clement et al. (2001) e os campos do Bojo na base de dados Collection of Variable Stars (CVS) do Optical Gravitational Lensing Experiment (OGLE; Soszyński et al., 2014), foram detectadas as RR Lyrae na direção dos GCs da amostra. Apenas quatro dos sete GCs retornaram uma amostra razoável de RR Lyrae, enquanto os outros três (NGC 6624, NGC 6637 e NGC 6717) tiveram que ser excluídos dessa análise. A Figura 4.23 apresenta o gráfico de magnitude média das RR Lyrae em função do período para os GCs com mais de 3 RR Lyrae. A média e o desvio padrão das magnitudes médias são calculadas e colocadas em linhas preta e cinza no gráfico. Para a remoção das prováveis RR Lyrae de campo, aplicou-se a técnica iterativa de σ -clipping em 2.5σ , que consiste em calcular iterativamente a mediana da distribuição e remover as estrelas localizadas fora de 2.5σ , até alcançar um equilíbrio.

Utilizando a calibração empírica para a relação $M_V - [\text{Fe}/\text{H}]$ de Gaia Collaboration et al. (2017), é possível prever a magnitude absoluta M_V para uma determinada metalicidade. Tendo calculado a média das magnitudes aparentes $\langle V \rangle$ das RR Lyrae, é possível utilizar a magnitude absoluta M_V para calcular o módulo de distância aparente, com $(m - M)_V =$

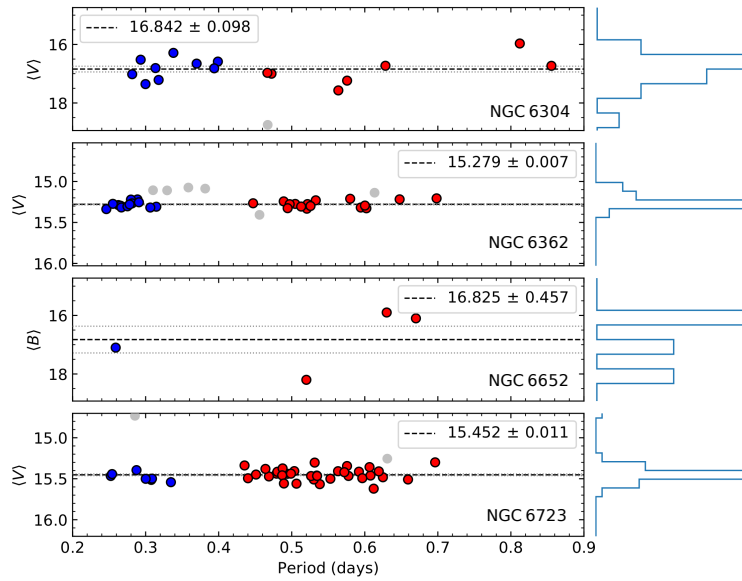


Figura 4.23: Gráfico da magnitude aparente média ($\langle V \rangle$ ou $\langle B \rangle$) das RR Lyrae em função do período, para os quatro GCs com uma amostra razoável de RR Lyrae. A média e o desvio padrão em magnitude são representados pelas linhas tracejadas preta e cinza. As RR Lyrae do tipo RR0, com período abaixo de 0.4 dias, são marcadas em azul, e as do tipo RR1 em vermelho. As estrelas em cinza foram excluídas por meio de um σ -clipping de 2.5σ .

$\langle V \rangle - M_V$. Segundo a calibração empírica de Gaia Collaboration et al. (2017), a relação $M_V - [\text{Fe}/\text{H}]$ é dada por:

$$M_V = 0.214 \cdot [\text{Fe}/\text{H}] + 0.88_{-0.06}^{+0.04} \quad (4.1)$$

Em um gráfico $\langle V \rangle$ vs. $(m - M)_V$, a intersecção da reta horizontal (média das magnitudes médias das RR Lyrae) com a reta decrescente da calibração empírica do Gaia (M_V) e suas incertezas, resulta no módulo de distância aparente $(m - M)_V$, com as incertezas correspondentes. NGC 6652, cujas RR Lyrae possuem apenas a magnitude $\langle B \rangle$ (Clement et al., 2001), precisou ser excluído da análise, uma vez que Gaia Collaboration et al. (2017) fornecem apenas as calibrações para M_V e M_{K_s} . A Figura 4.24 apresenta os gráficos com as magnitudes aparentes esperadas segundo as RR Lyrae e a calibração empírica, para os aglomerados NGC 6304, NGC 6362 e NGC 6723.

Os resultados dessa análise, resumidos na Tabela 4.4, indicam boa concordância entre os valores de distância obtidos nos ajustes de isócrona (subseção 4.2.2) e os obtidos na análise das RR Lyrae para NGC 6362 e NGC 6723. Para os GCs restantes, dois deles da amostra de GCs ricos em metais do Bojo, essa comparação não pôde ser feita por estatísticas baixas. Nosso grupo, em projeto liderado pelo Prof. Dr. Leandro Kerber, tem

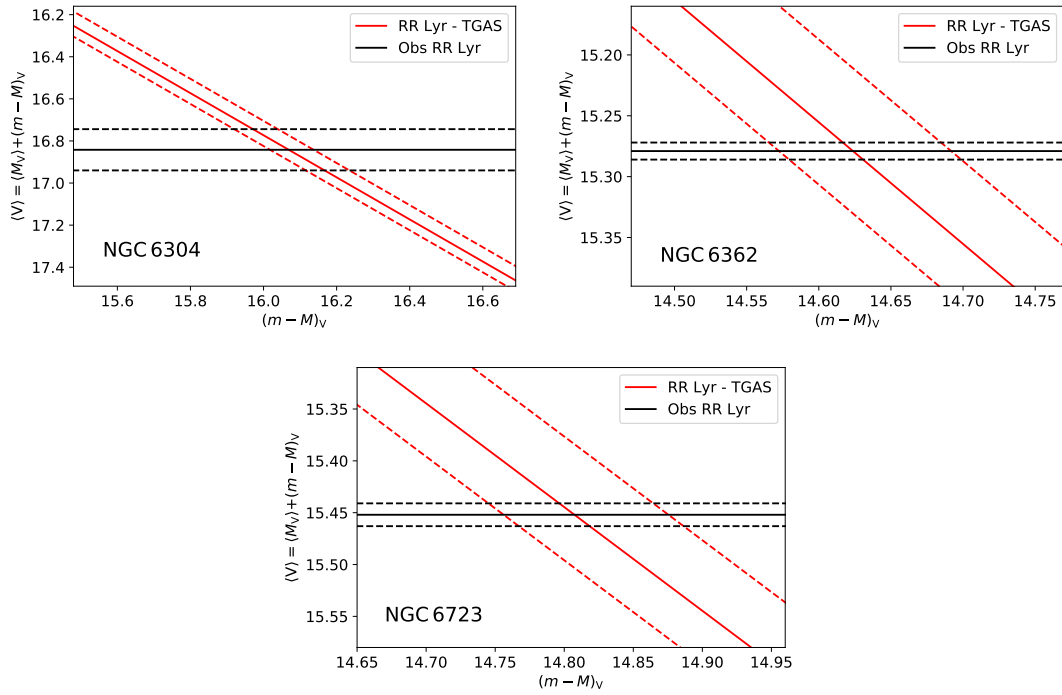


Figura 4.24: Gráficos $\langle V \rangle$ vs. $(m - M)_V$ com o cruzamento da média das magnitude médias das RR Lyrae (Clement et al., 2001; Soszyński et al., 2014) com a calibração empírica de Gaia Collaboration et al. (2017). A intersecção dessas retas e suas incertezas fornecem o módulo de distância aparente $(m - M)_V$ para NGC 6304, NGC 6362 e NGC 6723, que podem ser comparados com os valores obtidos no ajuste de isócronas (Tabela 4.4).

realizado projetos de observação para obtenção contínua de fotometria nos filtros BVI de GCs do Bojo, em busca de RR Lyrae, com o telescópio SOAR (com óptica adaptativa) e o telescópio de 60 cm do OPD. A análise de várias séries de imagens com condições de observação e calibrações semelhantes, permite selecionar as estrelas com brilho variável (Salinas et al., 2016) e obter suas curvas de luz.

4.2.4 Ajuste de isócronas para as múltiplas populações

O ajuste de isócronas com o SIRIUS, considerando as múltiplas populações encontradas, foi executado no CMD m_{F606W} vs. $m_{F438W} - m_{F606W}$ apenas com isócronas DSED (Dotter et al., 2008), fixando a metalicidade, módulo de distância e avermelhamento (que devem ser iguais entre as MPs de um mesmo aglomerado), e mantendo a idade como o único parâmetro livre. Apesar de a variação máxima em He para alguns aglomerados da amostra alcançar ~ 0.025 (o que levaria Y de 0.245 para 0.270 – Milone et al., 2018), adotamos apenas isócronas com He canônico, por enquanto. Antes de o artigo com estes resultados (Oliveira et al., em preparação – Apêndice B.4) ser submetido, ainda serão feitos testes

Tabela 4.4 - Resultado da análise das estrelas RR Lyrae utilizando a calibração de Gaia Collaboration et al. (2017) a qual, adotada a metalicidade do ajuste de isócronas, fornece o módulo de distância aparente $(m - M)_V$. Esse resultado pode ser comparado com o obtido no ajuste de isócronas, nas duas últimas colunas da tabela.

Nome	N_{RRL}	$\langle V \rangle$	[Fe/H]	RRL analysis	Isochrone fitting
NGC 6304	16	16.842 ± 0.098	-0.50 ± 0.15	$16.069^{+0.166}_{-0.147}$	$15.44^{+0.07}_{-0.11}$
NGC 6362	29	15.279 ± 0.007	-1.05 ± 0.15	$14.624^{+0.075}_{-0.058}$	$14.63^{+0.07}_{-0.07}$
NGC 6723	39	15.452 ± 0.011	-1.10 ± 0.15	$14.808^{+0.079}_{-0.063}$	$14.80^{+0.07}_{-0.07}$

com a variação de He e com a sensibilidade dos parâmetros que foram fixados.

A Tabela 4.5 apresenta os resultados para o ajuste de isócronas para as estrelas 1G e 2G separadamente, com as idades τ_{1G} e τ_{2G} , acompanhadas da estimativa de $\Delta\tau = \tau_{1G} - \tau_{2G}$. Além disso, para facilitar a análise, são colocadas as metalicidades fixadas no ajuste, a idade obtida no ajuste com SSP e as frações N_{1G}/N_{TOT} dos aglomerados. A Figura 4.25 mostra os dois exemplos com maior $\Delta\tau$ (NGC 6624 e NGC 6717), com os histogramas representando as distribuições de probabilidade posteriores para 1G (linha sólida) e 2G (linha tracejada), e as gaussianas ajustadas a eles. O ajuste para as estrelas da 2G de NGC 6717 apresentaram uma incerteza inferior grande na idade, fazendo com que a gaussiana ficasse mais estendida, de modo que a diferença entre as idades poderia ser ainda maior nesse caso. Um cálculo mais aprofundado será feito considerando a diferença em abundância de He dada nos artigos da série Lagioia et al. (2018, Artigo XII) e Milone et al. (2018, Artigo XVI).

Tabela 4.5 - Resultados dos ajustes de isócronas considerando as múltiplas populações, onde τ_{SSP} corresponde à idade derivada considerando uma população simples, τ_{1G} e τ_{2G} são as idades derivadas para a primeira e segunda geração de estrelas, mantendo a idade como o único parâmetro livre, e $\Delta\tau$ é a diferença em idade entre as duas populações.

Nome	[Fe/H]	N_{1G}/N_{TOT}	τ_{SSP} (Gyr)	τ_{1G} (Gyr)	τ_{2G} (Gyr)	$\Delta\tau$ (Gyr)
NGC 6304	-0.50	0.304 ± 0.118	$12.06^{+0.38}_{-0.41}$	$11.85^{+0.04}_{-0.04}$	$11.85^{+0.04}_{-0.04}$	$0.00^{+0.08}_{-0.08}$
NGC 6624	-0.72	0.314 ± 0.089	$12.75^{+0.39}_{-0.34}$	$12.05^{+0.04}_{-0.04}$	$11.75^{+0.04}_{-0.04}$	$0.30^{+0.08}_{-0.08}$
NGC 6637	-0.77	0.436 ± 0.055	$12.44^{+0.23}_{-0.21}$	$11.85^{+0.04}_{-0.04}$	$11.95^{+0.04}_{-0.04}$	$-0.10^{+0.08}_{-0.08}$
NGC 6652	-0.86	0.346 ± 0.063	$12.03^{+0.36}_{-0.48}$	$11.86^{+0.35}_{-0.04}$	$11.85^{+0.05}_{-0.04}$	$0.01^{+0.39}_{-0.09}$
NGC 6717	-1.25	0.591 ± 0.077	$12.91^{+0.16}_{-0.26}$	$13.14^{+0.05}_{-0.08}$	$12.73^{+0.05}_{-0.48}$	$0.41^{+0.52}_{-0.13}$
NGC 6723	-1.16	0.395 ± 0.055	$12.53^{+0.24}_{-0.24}$	$12.45^{+0.06}_{-0.45}$	$12.17^{+0.39}_{-0.05}$	$0.28^{+0.11}_{-0.84}$
NGC 6362	-1.11	0.616 ± 0.077	$12.80^{+0.25}_{-0.37}$	$12.81^{+0.06}_{-0.38}$	$12.47^{+0.48}_{-0.06}$	$0.34^{+0.12}_{-0.86}$

Os resultados da Tabela 4.5 mostram que quatro GCs resultaram em $\Delta\tau$ positivos e não-nulos: NGC 6624, NGC 6717, NGC 6723 e NGC 6362. Dentre eles, apenas NGC 6624 e NGC 6717 possuem $\Delta\tau$ com incertezas pequenas. O $\Delta\tau$ negativo de NGC 6637, resultando em uma idade mais velha para a 2G, é baixo considerando as incertezas. NGC 6717 e NGC 6362 são os aglomerados menos massivos da amostra, com BHB e com as maiores frações N_{1G}/N_{TOT} , características que poderiam contribuir na diferença maior entre as idades de 1G e 2G, ou seja, o tempo para o material ser processado e ejetado para formar a 2G foi maior do que para os outros aglomerados mais massivos.

Além disso, observa-se que só foi detectada uma diferença $\Delta\tau$ para os aglomerados com idade derivada como SSP maiores que 12.5 Gyr. Novamente, um estudo semelhante com um número maior de aglomerados do Bojo ou até mesmo com todos os 57 GCs observados no programa seria determinante para um melhor entendimento do fenômeno das múltiplas populações e suas escalas de tempo de formação.

4.3 Discussão geral dos resultados

A separação das múltiplas populações utilizando adaptações dos métodos de Milone et al. (2015, 2017) e Nardiello et al. (2015) com métodos de aprendizagem de máquina (modelo de mistura de gaussianas e máquina de vetores de suporte), para os diferentes estágios evolutivos, foi extremamente eficiente para os objetivos deste trabalho. A Fi-

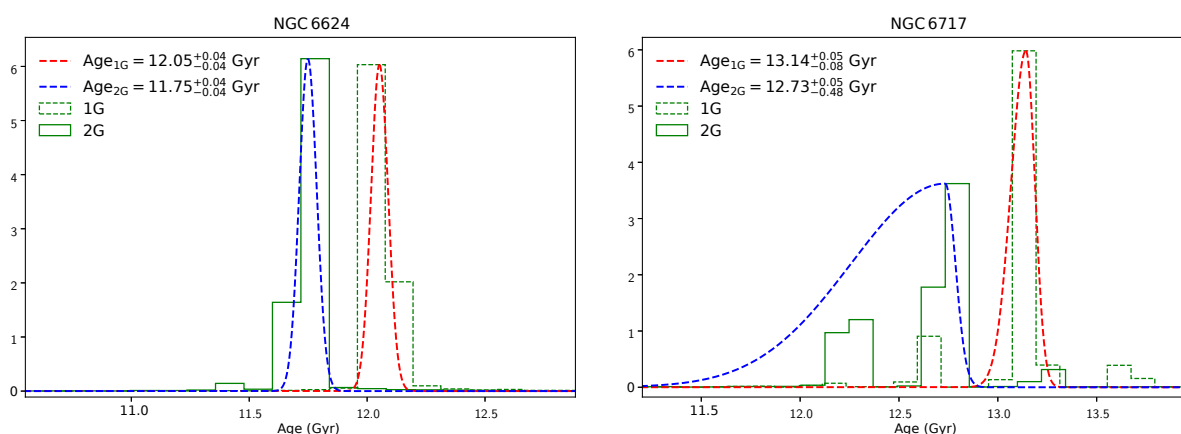


Figura 4.25: Exemplos das distribuições posteriores de probabilidade em idades para dois exemplos que tiveram um $\Delta\tau$ alto: NGC 6624 e NGC 6717. O histograma representa as distribuições de probabilidade das duas gerações e as gaussianas são os ajustes sobre essas distribuições.

gura 4.11 evidencia a grande eficácia dos métodos, que foram capazes de detectar as subpopulações inclusive em regiões do CMD onde elas se sobrepõem, como o SGB por exemplo. As frações N_{1G}/N_{TOT} calculadas apresentaram correlações com a massa e $[Fe/H]$, o que também é detectado em Milone et al. (2017).

Os resultados obtidos no ajuste de isócronas (código SIRIUS) considerando uma população estelar simples foram auto-consistentes e coerentes entre os modelos de evolução estelar utilizados (BaSTI e DSED), derivando valores de metalicidade próximos aos de espectroscopia de alta-resolução e distâncias compatíveis com as magnitudes das estrelas RR Lyrae dos aglomerados. As idades, o parâmetro de maior interesse nesse trabalho, tiveram valores muito bons para os dois modelos, reforçando a ideia de que os GCs pobres em metais do Bojo com HB azul estão entre os objetos mais velhos da Galáxia, com idades de ~ 13 Gyr, enquanto os GCs ricos em metais (e os pobres em metais com HB vermelho) são ligeiramente mais jovens ($0.5 - 1.0$ Gyr) que os anteriores. A Figura 4.21 mostra uma tendência clara de idades gradativamente menores para metalicidades maiores.

De um modo geral, as idades estão de acordo com os artigos listados na Tabela 4.2. Já a distância e o avermelhamento apresentam uma pequena divergência tanto com a Tabela 4.2 quanto com os valores de Harris (1996). As possíveis causas para essas divergências são: diferenças nas leis de extinção ou nos coeficientes de extinção utilizados, uso de isócronas enriquecidas em elementos- α ($[\alpha/Fe] = 0.40$, diferente da Tabela 4.2), indispensável para o estudo do Bojo, e ainda pequenas diferenças nos valores de $[Fe/H]$ explorados (parâmetro livre neste trabalho com uma grade fina de $\Delta[Fe/H] = 0.01$ dex).

Os resultados do ajuste de isócronas para as múltiplas populações, feito mantendo a idade como o único parâmetro livre, forneceram resultados interessantes sobre a diferença de idades ($\Delta\tau$). Detectou-se uma diferença nos aglomerados NGC 6624, NGC 6717, NGC 6723 e NGC 6362, todos eles com idades derivadas para SSP maiores que 12.5 Gyr. Dois deles (NGC 6717 e NGC 6723) se destacam por serem os GCs menos massivos da amostra e terem as maiores frações de estrelas da primeira geração ($N_{1G}/N_{TOT} \approx 0.6$). O método ainda será aperfeiçoado para incluir isócronas enriquecidas em He para o ajuste da 2G, o que pode diminuir a sua idade e conseqüentemente aumentar $\Delta\tau$.

Analisando os resultados como um todo, foi possível encontrar alguns padrões entre as idades obtidas (tanto entre os grupos de $[Fe/H]$ quanto para as múltiplas populações) e as frações N_{1G}/N_{TOT} , fornecendo novas evidências para o fenômeno das múltiplas populações

estelares. No entanto, só a análise uniforme e minuciosa de uma amostra mais completa (e também com mais GCs do Bojo) poderia de fato confirmar ou refutar essas tendências dos resultados. Possivelmente, o SIRIUS poderá ser aplicado no futuro ao restante da amostra de 57 GCs do programa GO-13297, dominada por GCs do Halo.

Conclusões e perspectivas

No presente trabalho, uma amostra de seis aglomerados globulares (GCs) do Bojo e um do Halo interno para referência é analisada, com dados do programa GO-13297 (PI G. Piotto) do Telescópio Espacial Hubble. Pioneiro no estudo do fenômeno das múltiplas populações estelares em uma grande amostra de GCs, o programa obteve dados fotométricos para 57 GCs com os filtros UV/azul F275W, F336W e F438W (da câmera WFC3), os quais são sensíveis a variações nas abundâncias de CNO, sendo capazes portanto de distinguir as múltiplas populações ao longo do diagrama cor-magnitude.

O objetivo deste trabalho foi derivar idades, distâncias, metalicidade e avermelhamento a partir do ajuste estatístico de isócronas, para verificar se ocorrem diferenças de idade entre as populações rica e pobre em metais de GCs do Bojo, e ainda uma diferença de idades entre as múltiplas populações do aglomerado. Para atingir os objetivos através de métodos homogêneos e estatisticamente robustos, foram implementados métodos de aprendizado de máquina para a separação das populações em diagramas formulados em trabalhos anteriores; e estatística Bayesiana para o ajuste de isócronas, por meio da função de verossimilhança e as cadeias de Markov via Monte Carlo.

Os resultados podem ser divididos em três partes. Primeiro, a separação das múltiplas populações com os métodos de aprendizado de máquina foi muito eficaz, deixando clara a bimodalidade na distribuição de estrelas no RGB, SGB e MS, e ainda recuperando frações N_{1G}/N_{TOT} das estrelas no RGB em acordo com a literatura, apresentando uma certa correlação com a massa e $[Fe/H]$. Na outra parte do trabalho, o ajuste de isócronas considerando população simples resultou em parâmetros consistentes com a literatura, distâncias compatíveis com as estrelas RR Lyrae e idades em torno de 13.0 Gyr para os GCs pobres em metais com ramo horizontal azul e em torno de 12.0 – 12.5 Gyr para os

GCs restantes. NGC 6717, o aglomerado menos massivo, com o BHB mais extenso e com a maior fração N_{1G}/N_{TOT} da amostra, destacou-se pela idade alta no ajuste de isócronas: $13.14^{+0.25}_{-0.43}$ Gyr, o que o coloca como um dos objetos mais velhos da Galáxia. Por fim, o ajuste de isócronas separadamente para as estrelas 1G e 2G retornou diferenças de idades menores que 400 Myr para quatro dos sete GCs, todos eles com idades maiores que 12.5 Gyr nos ajustes anteriores. As pequenas diferenças nas abundâncias de He serão posteriormente consideradas.

Os resultados aqui obtidos são de grande relevância e impacto nos processos de formação das regiões centrais da Via Láctea e na melhor compreensão do fenômeno das múltiplas populações. Uma análise mais completa dos GCs observado no programa GO-13297 e suas múltiplas populações seria de extrema importância para confirmar e dar mais credibilidade aos resultados obtidos neste trabalho.

As perspectivas deste trabalho se resumem à continuação da implementação de novos modelos e melhorias no código SIRIUS (ferramenta em `Python` desenvolvida pelo grupo para executar ajuste de isócronas via inferência Bayesiana – Apêndice B.5) e possíveis aplicações para outras bases de dados. Entre esses novos dados estão: fotometria do telescópio SOAR obtida com óptica adaptativa de aglomerados nas regiões mais externas das Nuvens de Magalhães (VISCACHA Survey, foco do meu projeto de doutorado); restante da amostra de 57 GCs do programa GO-13297, principalmente com GCs do Halo; fotometria do telescópio Gemini também com óptica adaptativa (como feito com HP 1) para aglomerados do Bojo. A proposta para o desenvolvimento do SIRIUS tem esse objetivo, de ampliar e uniformizar a análise em diagramas cor-magnitude (observados e sintéticos), seguindo uma abordagem Bayesiana e com técnicas mais sofisticadas e muito aplicadas em diversos campos da Ciência, em uma época de grandes volumes de dados.

Alguns detalhes da metodologia tem sido alterados e conseqüentemente os resultados também sofrerão alterações. Para ter acesso aos resultados finais, que serão provavelmente mais confiáveis, pode-se consultar o artigo de Oliveira et al. (em prep.), colocado no Apêndice B.4, que será submetido em breve ao *The Astrophysical Journal* com os resultados desta dissertação.

Referências Bibliográficas

- Alcaíno G., Liller W., Alvarado F., Mironov A., Ipatov A., Piskunov A., Samus N., Smirnov O., Deep multicolor CCD photometry of the globular cluster NGC 6723, *A&AS*, 1999, vol. 136, p. 461
- Alpar M. A., Cheng A. F., Ruderman M. A., Shaham J., A new class of radio pulsars, *Nature*, 1982, vol. 300, p. 728
- Althaus L. G., Córscico A. H., Isern J., García-Berro E., Evolutionary and pulsational properties of white dwarf stars, *Astronomy and Astrophysics Review*, 2010, vol. 18, p. 471
- Anderson J., Sarajedini A., Bedin L. R., King I. R., Piotto G., Reid I. N., Siegel M., Majewski S. R., Paust N. E. Q., Aparicio A., Milone A. P., Chaboyer B., Rosenberg A., The Acs Survey of Globular Clusters. V. Generating a Comprehensive Star Catalog for each Cluster, *AJ*, 2008, vol. 135, p. 2055
- Armandroff T. E., The properties of the disk system of globular clusters, *AJ*, 1989, vol. 97, p. 375
- Arnould M., Goriely S., Jorissen A., Non-explosive hydrogen and helium burnings: abundance predictions from the NACRE reaction rate compilation, *A&A*, 1999, vol. 347, p. 572
- Ashman K. M., Zepf S. E., The formation of globular clusters in merging and interacting galaxies, *ApJ*, 1992, vol. 384, p. 50
- Athanassoula E., On the nature of bulges in general and of box/peanut bulges in particular: input from N-body simulations, *MNRAS*, 2005, vol. 358, p. 1477

- Baade W., The Resolution of Messier 32, NGC 205, and the Central Region of the Andromeda Nebula., *ApJ*, 1944, vol. 100, p. 137
- Babusiaux C., Gómez A., Hill V., Royer F., Zoccali M., Arenou F., Fux R., Lecqueur A., Schultheis M., Barbuy B., Minniti D., Ortolani S., Insights on the Milky Way bulge formation from the correlations between kinematics and metallicity, *A&A*, 2010, vol. 519, p. A77
- Bailey S. I., A discussion of variable stars in the cluster ω Centauri, *Annals of Harvard College Observatory*, 1902, vol. 38
- Baldry I. K., Balogh M. L., Bower R. G., Glazebrook K., Nichol R. C., Bamford S. P., Budavari T., Galaxy bimodality versus stellar mass and environment, *MNRAS*, 2006, vol. 373, p. 469
- Ball N. M., Brunner R. J., Data Mining and Machine Learning in Astronomy, *International Journal of Modern Physics D*, 2010, vol. 19, p. 1049
- Barbuy B., Chiappini C., Gerhard O., Chemodynamical History of the Galactic Bulge, *ARA&A*, 2018, vol. 56, p. 223
- Barbuy B., Muniz L., Ortolani S., Erandes H., Dias B., Saviane I., Kerber L., Bica E., Pérez-Villegas A., Rossi L., Held E. V., High-resolution abundance analysis of four red giants in the globular cluster NGC 6558, *A&A*, 2018, vol. 619, p. A178
- Bastian N., A critical assessment of models for the origin of multiple populations in globular clusters. In *Formation, Evolution, and Survival of Massive Star Clusters*, vol. 316 of *IAU Symposium*, 2017, p. 302
- Bastian N., Lardo C., Multiple Stellar Populations in Globular Clusters, *ARA&A*, 2018, vol. 56, p. 83
- Bayes T., Price R., An Essay Towards Solving A Problem in the Doctrine of Chances, *Philosophical Transactions of the Royal Society of London*, 1763, vol. 53, p. 370
- Bedin L. R., Piotto G., Anderson J., Cassisi S., King I. R., Momany Y., Carraro G., ω Centauri: The Population Puzzle Goes Deeper, *ApJ*, 2004, vol. 605, p. L125

- Bell R. A., Dickens R. J., Gustafsson B., Carbon abundances in red giant stars in the globular clusters M92 and NGC 6397, *ApJ*, 1979, vol. 229, p. 604
- Bellini A., Anderson J., Bedin L. R., King I. R., van der Marel R. P., Piotto G., Cool A., The State-of-the-art HST Astro-photometric Analysis of the Core of ω Centauri. I. The Catalog, *ApJ*, 2017, vol. 842, p. 6
- Bellini A., Bedin L. R., Piotto G., Milone A. P., Marino A. F., Villanova S., New Hubble Space Telescope WFC3/UVIS Observations Augment the Stellar-population Complexity of ω Centauri, *AJ*, 2010, vol. 140, p. 631
- Bellini A., Milone A. P., Anderson J., Marino A. F., Piotto G., van der Marel R. P., Bedin L. R., King I. R., The State-of-the-art HST Astro-photometric Analysis of the Core of ω Centauri. III. The Main Sequence's Multiple Populations Galore, *ApJ*, 2017, vol. 844, p. 164
- Bellini A., Piotto G., Milone A. P., King I. R., Renzini A., Cassisi S., Anderson J., Bedin L. R., Nardiello D., Pietrinferni A., Sarajedini A., The Intriguing Stellar Populations in the Globular Clusters NGC 6388 and NGC 6441, *ApJ*, 2013, vol. 765, p. 32
- Bennett C. L., Hill R. S., Hinshaw G., Larson D., Smith K. M., Dunkley J., Gold B., Halpern M., Jarosik N., et al. Seven-year Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP) Observations: Are There Cosmic Microwave Background Anomalies?, *ApJS*, 2011, vol. 192, p. 17
- Bertelli G., Bressan A., Chiosi C., Fagotto F., Nasi E., Theoretical isochrones from models with new radiative opacities, *A&AS*, 1994, vol. 106, p. 275
- Bica E., Ortolani S., Barbuy B., Globular Clusters in the Galactic Bulge, *PASA*, 2016, vol. 33, p. e028
- Biggs J. D., Bailes M., Lyne A. G., Goss W. M., Fruchter A. S., Two radio pulsars in the globular cluster NGC 6624, *MNRAS*, 1994, vol. 267, p. 125
- Bland-Hawthorn J., Gerhard O., The Galaxy in Context: Structural, Kinematic, and Integrated Properties, *ARA&A*, 2016, vol. 54, p. 529

- Blitz L., Spergel D. N., Direct evidence for a bar at the Galactic center, *ApJ*, 1991, vol. 379, p. 631
- Blum R. D., Carr J. S., Sellgren K., Terndrup D. M., M Giant Kinematics in Off-Axis Fields between 150 and 300 Parsecs from the Galactic Center, *ApJ*, 1995, vol. 449, p. 623
- Bournaud F., Duc P.-A., Emsellem E., High-resolution simulations of galaxy mergers: resolving globular cluster formation, *MNRAS*, 2008, vol. 389, p. L8
- Bressan A., Marigo P., Girardi L., Salasnich B., Dal Cero C., Rubele S., Nanni A., PARSEC: stellar tracks and isochrones with the PAdova and TRieste Stellar Evolution Code, *MNRAS*, 2012, vol. 427, p. 127
- Brodie J. P., Strader J., Extragalactic Globular Clusters and Galaxy Formation, *ARA&A*, 2006, vol. 44, p. 193
- Brooks S., Gelman A., Jones G., Meng X., Handbook of Markov Chain Monte Carlo. Chapman & Hall/CRC Handbooks of Modern Statistical Methods, CRC Press, 2011
- Brown J. A., Wallerstein G., High-resolution CCD spectra of stars in globular clusters. VII - Abundances of 16 elements in 47 Tuc, M4, and M22, *AJ*, 1992, vol. 104, p. 1818
- Brown T. M., Cassisi S., D'Antona F., Salaris M., Milone A. P., Dalessandro E., Piotto G., Renzini A., Sweigart A. V., Bellini A., Ortolani S., Sarajedini A., Aparicio A., Bedin L. R., Anderson J., Pietrinferni A., Nardiello D., The Hubble Space Telescope UV Legacy Survey of Galactic Globular Clusters. VII. Implications from the Nearly Universal Nature of Horizontal Branch Discontinuities, *ApJ*, 2016, vol. 822, p. 44
- Cardelli J. A., Clayton G. C., Mathis J. S., The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction, *ApJ*, 1989, vol. 345, p. 245
- Carretta E., Bragaglia A., Gratton R., D'Orazi V., Lucatello S., Intrinsic iron spread and a new metallicity scale for globular clusters, *A&A*, 2009, vol. 508, p. 695
- Carretta E., Bragaglia A., Gratton R., Lucatello S., Na-O anticorrelation and HB. VIII. Proton-capture elements and metallicities in 17 globular clusters from UVES spectra, *A&A*, 2009, vol. 505, p. 139

-
- Carretta E., Bragaglia A., Gratton R. G., Lucatello S., Catanzaro G., Leone F., Bellazzini M., Claudi R., D’Orazi V., Momany Y., Ortolani S., Pancino E., Piotto G., Recio-Blanco A., Sabbi E., Na-O anticorrelation and HB. VII. The chemical composition of first and second-generation stars in 15 globular clusters from GIRAFFE spectra, *A&A*, 2009, vol. 505, p. 117
- Cassisi S., Castellani V., degl’Innocenti S., Weiss A., An updated theoretical scenario for globular cluster stars, *A&AS*, 1998, vol. 129, p. 267
- Chaboyer B., Sarajedini A., Armandroff T. E., The Age of the Inner Halo Globular Cluster NGC 6652, *AJ*, 2000, vol. 120, p. 3102
- Charbonnel C., Multiple Stellar Populations and Their Evolution in Globular Clusters: A Nucleosynthesis Perspective. In *EAS Publications Series* , vol. 80-81, 2016, p. 177
- Chiappini C., Matteucci F., Gratton R., The Chemical Evolution of the Galaxy: The Two-Infall Model, *ApJ*, 1997, vol. 477, p. 765
- Clement C. M., Muzzin A., Dufton Q., Ponnampalam T., Wang J., Burford J., Richardson A., Rosebery T., Rowe J., Hogg H. S., Variable Stars in Galactic Globular Clusters, *AJ*, 2001, vol. 122, p. 2587
- Cohen J. G., Abundances in globular cluster red giants. I - M3 and M13, *ApJ*, 1978, vol. 223, p. 487
- Cohen R. E., Mauro F., Alonso-García J., Hempel M., Sarajedini A., Ordoñez A. J., Geisler D., Kalirai J. S., Deep Hubble Space Telescope Imaging of Globular Clusters toward the Galactic Bulge: Observations, Data Reduction, and Color-magnitude Diagrams, *AJ*, 2018, vol. 156, p. 41
- Combes F., Sanders R. H., Formation and properties of persisting stellar bars, *A&A*, 1981, vol. 96, p. 164
- Conroy C., Villaume A., van Dokkum P. G., Lind K., Metal-rich, Metal-poor: Updated Stellar Population Models for Old Stellar Systems, *ApJ*, 2018, vol. 854, p. 139
- Cortes C., Vapnik V., Support-vector networks, *Machine Learning*, 1995, vol. 20, p. 273

- Côté P., Kinematics of the Galactic Globular Cluster System: New Radial Velocities for Clusters in the Direction of the Inner Galaxy, *AJ*, 1999, vol. 118, p. 406
- De Lucia G., Fontanot F., Wilman D., Monaco P., Times, environments and channels of bulge formation in a Lambda cold dark matter cosmology, *MNRAS*, 2011, vol. 414, p. 1439
- de Vaucouleurs G., Statistics of Spiral Patterns and Comparison of Our Galaxy with Other Galaxies. In *The Spiral Structure of our Galaxy* , vol. 38 of IAU Symposium, 1970, p. 18
- de Vaucouleurs G., Pence W. D., An outsider's view of the Galaxy - Photometric parameters, scale lengths, and absolute magnitudes of the spheroidal and disk components of our Galaxy, *AJ*, 1978, vol. 83, p. 1163
- Dempster A. P., Laird N. M., Rubin D. B., Maximum Likelihood from Incomplete Data via the EM Algorithm, *Journal of the Royal Statistical Society. Series B (Methodological)*, 1977, vol. 39, p. 1
- Dias B., Kerber L., Barbuy B., Bica E., Ortolani S., SMC west halo: a slice of the galaxy that is being tidally stripped?. Star clusters trace age and metallicity gradients, *A&A*, 2016, vol. 591, p. A11
- Dickens R. J., Bell R. A., Gustafsson B., Carbon and nitrogen abundances in red giant stars in the globular cluster 47 Tucanae, *ApJ*, 1979, vol. 232, p. 428
- Dieleman S., Willett K. W., Dambre J., Rotation-invariant convolutional neural networks for galaxy morphology prediction, *MNRAS*, 2015, vol. 450, p. 1441
- Dotter A., Chaboyer B., Jevremović D., Kostov V., Baron E., Ferguson J. W., The Dartmouth Stellar Evolution Database, *ApJS*, 2008, vol. 178, p. 89
- Dotter A., Conroy C., Cargile P., Asplund M., The Influence of Atomic Diffusion on Stellar Ages and Chemical Tagging, *ApJ*, 2017, vol. 840, p. 99
- Dotter A., Sarajedini A., Anderson J., Aparicio A., Bedin L. R., Chaboyer B., Majewski S., Marín-Franch A., Milone A., Paust N., Piotto G., Reid I. N., Rosenberg A., Siegel M., The ACS Survey of Galactic Globular Clusters. IX. Horizontal Branch Morphology and the Second Parameter Phenomenon, *ApJ*, 2010, vol. 708, p. 698

-
- D'Souza R., Rix H.-W., Mass estimates from stellar proper motions: the mass of ω Centauri, *MNRAS*, 2013, vol. 429, p. 1887
- Eggen O. J., Lynden-Bell D., Sandage A. R., Evidence from the motions of old stars that the Galaxy collapsed., *ApJ*, 1962, vol. 136, p. 748
- El-Badry K., Quataert E., Weisz D. R., Choksi N., Boylan-Kolchin M., The formation and hierarchical assembly of globular cluster populations, *MNRAS*, 2019, vol. 482, p. 4528
- Elmegreen B. G., Galactic Bulge Formation as a Maximum Intensity Starburst, *ApJ*, 1999, vol. 517, p. 103
- Elmegreen B. G., Two Thresholds for Globular Cluster Formation and the Common Occurrence of Massive Clusters in the Early Universe, *ApJ*, 2018, vol. 869, p. 119
- Entezari-Maleki R., Rezaei A., Minaei B., Comparison of Classification Methods Based on the Type of Attributes and Sample Size, *JCIT*, 2009, vol. 4, p. 94
- Faber S. M., Gallagher J. S., Masses and mass-to-light ratios of galaxies, *ARA&A*, 1979, vol. 17, p. 135
- Fall S. M., Rees M. J., A theory for the origin of globular clusters, *ApJ*, 1985, vol. 298, p. 18
- Ferguson J. W., Alexander D. R., Allard F., Barman T., Bodnarik J. G., Hauschildt P. H., Heffner-Wong A., Tamanai A., Low-Temperature Opacities, *ApJ*, 2005, vol. 623, p. 585
- Ferraro F. R., Dalessandro E., Mucciarelli A., Beccari G., Rich R. M., Origlia L., Lanzoni B., Rood R. T., Valenti E., Bellazzini M., Ransom S. M., Cocozza G., The cluster Terzan 5 as a remnant of a primordial building block of the Galactic bulge, *Nature*, 2009, vol. 462, p. 483
- Forbes D. A., Bastian N., Gieles M., Crain R. A., Kruijssen J. M. D., Larsen S. S., Ploekinger S., Agertz O., Trenti M., Ferguson A. M. N., Pfeffer J., Gnedin O. Y., Globular cluster formation and evolution in the context of cosmological galaxy assembly: open questions, *Proceedings of the Royal Society of London Series A*, 2018, vol. 474, p. 20170616

- Foreman-Mackey D., corner.py: Scatterplot matrices in Python, *The Journal of Open Source Software*, 2016, vol. 24
- Foreman-Mackey D., Hogg D. W., Lang D., Goodman J., emcee: The MCMC Hammer, *PASP*, 2013, vol. 125, p. 306
- Freeman K. C., On the Disks of Spiral and S0 Galaxies, *ApJ*, 1970, vol. 160, p. 811
- Freeman K. C., , 1990 *Our fossil Galaxy..* Springer Berlin Heidelberg pp 36–47
- Gaia Collaboration Brown A. G. A., Vallenari A., Prusti T., de Bruijne J. H. J., Babusiaux C., Bailer-Jones C. A. L., Biermann M., Evans D. W., Eyer L., et al. Gaia Data Release 2. Summary of the contents and survey properties, *A&A*, 2018, vol. 616, p. A1
- Gaia Collaboration Clementini G., Eyer L., Ripepi V., Marconi M., Muraveva T., Garofalo A., Sarro L. M., Palmer M., Luri X., et al. Gaia Data Release 1. Testing parallaxes with local Cepheids and RR Lyrae stars, *A&A*, 2017, vol. 605, p. A79
- Garcia-Dias R., Allende Prieto C., Sánchez Almeida J., Ordovás-Pascual I., Machine learning in APOGEE. Unsupervised spectral classification with K-means, *A&A*, 2018, vol. 612, p. A98
- Gelman A., Rubin D. B., Inference from Iterative Simulation Using Multiple Sequences, *Statistical Science*, 1992, vol. 7, p. 457
- Gilmore G., Reid N., New light on faint stars. III - Galactic structure towards the South Pole and the Galactic thick disc, *MNRAS*, 1983, vol. 202, p. 1025
- Gnedin O. Y., Ostriker J. P., Destruction of the Galactic Globular Cluster System, *ApJ*, 1997, vol. 474, p. 223
- Gonzalez O. A., Gadotti D., The Milky Way Bulge: Observed Properties and a Comparison to External Galaxies. In *Galactic Bulges* , vol. 418 of *Astrophysics and Space Science Library*, 2016, p. 199
- Gratton R., Sneden C., Carretta E., Abundance Variations Within Globular Clusters, *ARA&A*, 2004, vol. 42, p. 385

- Gratton R. G., Carretta E., Bragaglia A., Multiple populations in globular clusters. Lessons learned from the Milky Way globular clusters, *A&A Rev.*, 2012, vol. 20, p. 50
- Gratton R. G., Lucatello S., Sollima A., Carretta E., Bragaglia A., Momany Y., D’Orazi V., Salaris M., Cassisi S., Stetson P. B., The Na-O anticorrelation in horizontal branch stars. V. NGC 6723, *A&A*, 2015, vol. 573, p. A92
- Guillot S., Servillat M., Webb N. A., Rutledge R. E., Measurement of the Radius of Neutron Stars with High Signal-to-noise Quiescent Low-mass X-Ray Binaries in Globular Clusters, *ApJ*, 2013, vol. 772, p. 7
- Harris W. E., A Catalog of Parameters for Globular Clusters in the Milky Way, *AJ*, 1996, vol. 112, p. 1487
- Hastings W. K., Monte Carlo sampling methods using Markov chains and their applications, *Biometrika*, 1970, vol. 57, p. 97
- Heasley J. N., Janes K. A., Zinn R., Demarque P., Da Costa G. S., Christian C. A., Hubble Space Telescope Photometry of the Metal-rich Globular Clusters NGC 6624 and NGC 6637, *AJ*, 2000, vol. 120, p. 879
- Hill V., Lecureur A., Gómez A., Zoccali M., Schultheis M., Babusiaux C., Royer F., Barbuy B., Arenou F., Minniti D., Ortolani S., The metallicity distribution of bulge clump giants in Baade’s window, *A&A*, 2011, vol. 534, p. A80
- Ivans I. I., Sneden C., Kraft R. P., Suntzeff N. B., Smith V. V., Langer G. E., Fulbright J. P., Star-to-Star Abundance Variations among Bright Giants in the Mildly Metal-poor Globular Cluster M4, *AJ*, 1999, vol. 118, p. 1273
- Ivezic Z., Connolly A. J., VanderPlas J. T., Gray A., *Statistics, Data Mining, and Machine Learning in Astronomy: A Practical Python Guide for the Analysis of Survey Data*. Princeton University Press Princeton, NJ, USA, 2014
- Kerber L. O., Libralato M., Souza S. O., Oliveira R. A. P., Ortolani S., Pérez-Villegas A., Barbuy B., Dias B., Bica E., Nardiello D., A Deep View of a Fossil Relic in the Galactic Bulge: The Globular Cluster HP 1, *MNRAS*, 2019

- Kerber L. O., Nardiello D., Ortolani S., Barbuy B., Bica E., Cassisi S., Libralato M., Vieira R. G., Ages of the Bulge Globular Clusters NGC 6522 and NGC 6626 (M28) from HST Proper-motion-cleaned Color-Magnitude Diagrams, *ApJ*, 2018, vol. 853, p. 15
- Kormendy J., Elliptical Galaxies and Bulges of Disc Galaxies: Summary of Progress and Outstanding Issues. In *Galactic Bulges*, vol. 418 of *Astrophysics and Space Science Library*, 2016, p. 431
- Kormendy J., Kennicutt Jr. R. C., Secular Evolution and the Formation of Pseudobulges in Disk Galaxies, *ARA&A*, 2004, vol. 42, p. 603
- Kraft R. P., Abundance differences among globular-cluster giants: Primordial versus evolutionary scenarios, *PASP*, 1994, vol. 106, p. 553
- Lada C. J., Lada E. A., Embedded Clusters in Molecular Clouds, *ARA&A*, 2003, vol. 41, p. 57
- Lagioia E. P., Milone A. P., Marino A. F., Cassisi S., Aparicio A. J., Piotto G., Anderson J., Barbuy B., Bedin L. R., Bellini A., Brown T., D'Antona F., Nardiello D., Ortolani S., et al. The Hubble Space Telescope UV Legacy Survey of Galactic Globular Clusters - XII. The RGB bumps of multiple stellar populations, *MNRAS*, 2018, vol. 475, p. 4088
- Lanzoni B., Ferraro F. R., Dalessandro E., Mucciarelli A., Beccari G., Miocchi P., Bellazzini M., Rich R. M., Origlia L., Valenti E., Rood R. T., Ransom S. M., New Density Profile and Structural Parameters of the Complex Stellar System Terzan 5, *ApJ*, 2010, vol. 717, p. 653
- Lee J.-W., A Chemical Abundance Study of three RHB and two RGB stars in NGC637 (M69). In *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series*, vol. 28 of *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series*, 2007, p. 120
- Li H., Gnedin O. Y., Modeling the Formation of Globular Cluster Systems in the Virgo Cluster, *ApJ*, 2014, vol. 796, p. 10
- Lynch R. S., Freire P. C. C., Ransom S. M., Jacoby B. A., The Timing of Nine Globular Cluster Pulsars, *ApJ*, 2012, vol. 745, p. 109

- MacQueen J., , 1967 Some methods for classification and analysis of multivariate observations. Proc. 5th Berkeley Symp. Math. Stat. Probab., Univ. Calif. 1965/66, 1, 281-297 (1967).
- Majewski S. R., Patterson R. J., Dinescu D. I., Johnson W. Y., Ostheimer J. C., Kunkel W. E., Palma C., ω Centauri : Nucleus of a milky way dwarf spheroidal ?. In Liege International Astrophysical Colloquia , vol. 35 of Liege International Astrophysical Colloquia, 2000, p. 619
- Marín-Franch A., Aparicio A., Piotto G., Rosenberg A., Chaboyer B., Sarajedini A., Siegel M., Anderson J., Bedin L. R., Dotter A., Hempel M., King I., Majewski S., Milone A. P., Paust N., Reid I. N., The ACS Survey of Galactic Globular Clusters. VII. Relative Ages, ApJ, 2009, vol. 694, p. 1498
- Marino A. F., Villanova S., Piotto G., Milone A. P., Momany Y., Bedin L. R., Medling A. M., Spectroscopic and photometric evidence of two stellar populations in the Galactic globular cluster NGC 6121 (M 4), A&A, 2008, vol. 490, p. 625
- Martell S. L., Light-element abundance variations in globular clusters, Astronomische Nachrichten, 2011, vol. 332, p. 467
- Massari D., Mucciarelli A., Dalessandro E., Bellazzini M., Cassisi S., Fiorentino G., Ibata R. A., Lardo C., Salaris M., The chemical composition of the low-mass Galactic globular cluster NGC 6362, MNRAS, 2017, vol. 468, p. 1249
- McClure R. D., Norris J., A CH star in the globular cluster M22, and the nature of CH and CN anomalies, ApJ, 1977, vol. 217, p. L101
- McWilliam A., Zoccali M., Two Red Clumps and the X-shaped Milky Way Bulge, ApJ, 2010, vol. 724, p. 1491
- Meissner F., Weiss A., Global fitting of globular cluster age indicators, A&A, 2006, vol. 456, p. 1085
- Metropolis N., Rosenbluth A. W., Rosenbluth M. N., Teller A. H., Teller E., Equation of State Calculations by Fast Computing Machines, J. Chem. Phys., 1953, vol. 21, p. 1087

- Milone A. P., Bedin L. R., Piotto G., Anderson J., King I. R., Sarajedini A., Dotter A., Chaboyer B., Marín-Franch A., Majewski S., Aparicio A., Hempel M., Paust N. E. Q., Reid I. N., Rosenberg A., Siegel M., The ACS Survey of Galactic Globular Clusters. III. The Double Subgiant Branch of NGC 1851, *ApJ*, 2008, vol. 673, p. 241
- Milone A. P., Marino A. F., Piotto G., Bedin L. R., Anderson J., Aparicio A., Bellini A., Cassisi S., D'Antona F., Grundahl F., Monelli M., Yong D., A WFC3/HST View of the Three Stellar Populations in the Globular Cluster NGC 6752, *ApJ*, 2013, vol. 767, p. 120
- Milone A. P., Marino A. F., Piotto G., Renzini A., Bedin L. R., Anderson J., Cassisi S., D'Antona F., Bellini A., Jerjen H., Pietrinferni A., Ventura P., The Hubble Space Telescope UV Legacy Survey of Galactic Globular Clusters. III. A Quintuple Stellar Population in NGC 2808, *ApJ*, 2015, vol. 808, p. 51
- Milone A. P., Marino A. F., Renzini A., D'Antona F., Anderson J., Barbuy B., Bedin L. R., Bellini A., Brown T. M., Cassisi S., et al. The Hubble Space Telescope UV legacy survey of galactic globular clusters - XVI. The helium abundance of multiple populations, *MNRAS*, 2018, vol. 481, p. 5098
- Milone A. P., Piotto G., Bedin L. R., Aparicio A., Anderson J., Sarajedini A., Marino A. F., Moretti A., Davies M. B., Chaboyer B., Dotter A., et al. The ACS survey of Galactic globular clusters. XII. Photometric binaries along the main sequence, *A&A*, 2012, vol. 540, p. A16
- Milone A. P., Piotto G., Bedin L. R., King I. R., Anderson J., Marino A. F., Bellini A., Gratton R., Renzini A., Stetson P. B., Cassisi S., Aparicio A., Bragaglia A., Carretta et al. Multiple Stellar Populations in 47 Tucanae, *ApJ*, 2012, vol. 744, p. 58
- Milone A. P., Piotto G., Renzini A., Marino A. F., Bedin L. R., Vesperini E., D'Antona F., Nardiello D., Anderson J., King I. R., Yong D., Bellini A., Aparicio A., Barbuy B., Brown T. M., Cassisi S., Ortolani S., et al. The Hubble Space Telescope UV Legacy Survey of Galactic globular clusters - IX. The Atlas of multiple stellar populations, *MNRAS*, 2017, vol. 464, p. 3636

- Minniti D., Metal-rich globular clusters with R less than or equal 3 kpc: Disk or bulge clusters, *AJ*, 1995, vol. 109, p. 1663
- Minniti D., Geisler D., Alonso-García J., Palma T., Beamín J. C., Borissova J., Catelan M., Clariá J. J., Cohen R. E., Contreras Ramos R., Dias B., Fernández-Trincado J. G., et al. New VVV Survey Globular Cluster Candidates in the Milky Way Bulge, *ApJ*, 2017, vol. 849, p. L24
- Morris D. C., Mitchel R., X-ray Sources Discovered in the Cores of Galactic Globular Clusters NGC6717 and NGC6287. In American Astronomical Society Meeting Abstracts #225 , vol. 225 of American Astronomical Society Meeting Abstracts, 2015, p. 345.23
- Mucciarelli A., Dalessandro E., Massari D., Bellazzini M., Ferraro F. R., Lanzoni B., Lardo C., Salaris M., Cassisi S., NGC 6362: The Least Massive Globular Cluster with Chemically Distinct Multiple Populations, *ApJ*, 2016, vol. 824, p. 73
- Muratov A. L., Gnedin O. Y., Modeling the Metallicity Distribution of Globular Clusters, *ApJ*, 2010, vol. 718, p. 1266
- Mutch S. J., Croton D. J., Poole G. B., The Mid-life Crisis of the Milky Way and M31, *ApJ*, 2011, vol. 736, p. 84
- Nardiello D., Libralato M., Piotto G., Anderson J., Bellini A., Aparicio A., Bedin L. R., Cassisi S., Granata V., King I. R., Lucertini F., Marino A. F., Milone A. P., Ortolani S., Platais I., van der Marel R. P., The Hubble Space Telescope UV Legacy Survey of Galactic Globular Clusters - XVII. Public Catalogue Release, *MNRAS*, 2018, vol. 481, p. 3382
- Nardiello D., Piotto G., Milone A. P., Marino A. F., Bedin L. R., Anderson J., Aparicio A., Bellini A., Cassisi S., D'Antona F., Hidalgo S., Ortolani S., Pietrinferni A., Renzini A., Salaris M., Marel R. P. v. d., Vesperini E., The Hubble Space Telescope UV Legacy Survey of Galactic Globular Clusters - IV. Helium content and relative age of multiple stellar populations within NGC 6352, *MNRAS*, 2015, vol. 451, p. 312
- Nataf D. M., Udalski A., Gould A., Fouqué P., Stanek K. Z., The Split Red Clump of the Galactic Bulge from OGLE-III, *ApJ*, 2010, vol. 721, p. L28

- Navarro J. F., Frenk C. S., White S. D. M., A Universal Density Profile from Hierarchical Clustering, *ApJ*, 1997, vol. 490, p. 493
- Ness M., Freeman K., Athanassoula E., Wylie-de-Boer E., Bland-Hawthorn J., Asplund M., Lewis G. F., Yong D., Lane R. R., Kiss L. L., ARGOS - III. Stellar populations in the Galactic bulge of the Milky Way, *MNRAS*, 2013, vol. 430, p. 836
- Ness M., Lang D., The X-shaped Bulge of the Milky Way Revealed by WISE, *AJ*, 2016, vol. 152, p. 14
- Oliveira R. A. P., Bica E., Bonatto C., Near-infrared study of new embedded clusters in the Carina complex, *MNRAS*, 2018, vol. 476, p. 842
- Ortolani S., Barbuy B., Bica E., Colour-magnitude diagrams of the post-core collapse globular clusters NGC 6256 and NGC 6717 (Palomar 9), *A&AS*, 1999, vol. 136, p. 237
- Ortolani S., Bica E., Barbuy B., The globular cluster NGC 6652, *A&A*, 1994, vol. 286, p. 444
- Ortolani S., Momany Y., Bica E., Barbuy B., B and V photometry of the metal-rich bulge globular cluster NGC 6304, *A&A*, 2000, vol. 357, p. 495
- Ortolani S., Renzini A., Gilmozzi R., Marconi G., Barbuy B., Bica E., Rich R. M., Near-coeval formation of the Galactic bulge and halo inferred from globular cluster ages, *Nature*, 1995, vol. 377, p. 701
- Osborn W., Two new CN-strong globular cluster stars, *The Observatory*, 1971, vol. 91, p. 223
- Paltoglou G., Norris J. E., The giant branch of Omega Centauri. III - C, N, O and heavy-element abundances for 15 red giants, *ApJ*, 1989, vol. 336, p. 185
- Paust N. E. Q., Reid I. N., Piotto G., Aparicio A., Anderson J., Sarajedini A., Bedin L. R., Chaboyer B., Dotter A., Hempel M., Majewski S., Marín-Franch A., Milone A., Rosenberg A., Siegel M., The ACS Survey of Galactic Globular Clusters. VIII. Effects of Environment on Globular Cluster Global Mass Functions, *AJ*, 2010, vol. 139, p. 476

-
- Pedregosa F., Varoquaux G., Gramfort A., Michel V., Thirion B., Grisel O., Blondel M., Prettenhofer P., Weiss R., Dubourg V., Vanderplas J., Passos A., Cournapeau D., Brucher M., Perrot M., Duchesnay E., Scikit-learn: Machine Learning in Python, *Journal of Machine Learning Research*, 2011, vol. 12, p. 2825
- Peebles P. J. E., Dicke R. H., Origin of the Globular Star Clusters, *ApJ*, 1968, vol. 154, p. 891
- Perren G. I., Vázquez R. A., Piatti A. E., ASteCA: Automated Stellar Cluster Analysis, *A&A*, 2015, vol. 576, p. A6
- Pietrinferni A., Cassisi S., Salaris M., Castelli F., A Large Stellar Evolution Database for Population Synthesis Studies. II. Stellar Models and Isochrones for an α -enhanced Metal Distribution, *ApJ*, 2006, vol. 642, p. 797
- Pietrukowicz P., Udalski A., Soszyński I., Nataf D. M., Wyrzykowski Ł., Poleski R., Kozłowski S., Szymański M. K., Kubiak M., Pietrzyński G., Ulaczyk K., The Optical Gravitational Lensing Experiment: Analysis of the Bulge RR Lyrae Population from the OGLE-III Data, *ApJ*, 2012, vol. 750, p. 169
- Pilachowski C. A., Sneden C., Wallerstein G., The chemical composition of stars in globular clusters, *ApJS*, 1983, vol. 52, p. 241
- Piotto G., Bedin L. R., Anderson J., King I. R., Cassisi S., Milone A. P., Villanova S., Pietrinferni A., Renzini A., A Triple Main Sequence in the Globular Cluster NGC 2808, *ApJ*, 2007, vol. 661, p. L53
- Piotto G., Milone A. P., Anderson J., Bedin L. R., Bellini A., Cassisi S., Marino A. F., Aparicio A., Nascimbeni V., Hubble Space Telescope Reveals Multiple Sub-giant Branch in Eight Globular Clusters, *ApJ*, 2012, vol. 760, p. 39
- Piotto G., Milone A. P., Bedin L. R., Anderson J., King I. R., Marino A. F., Nardiello D., Aparicio A., Barbuy B., Bellini A., Brown T. M., Cassisi S., et al. The Hubble Space Telescope UV Legacy Survey of Galactic Globular Clusters. I. Overview of the Project and Detection of Multiple Stellar Populations, *AJ*, 2015, vol. 149, p. 91

- Piotto G., Villanova S., Bedin L. R., Gratton R., Cassisi S., Momany Y., Recio-Blanco A., Lucatello S., Anderson J., King I. R., Pietrinferni A., Carraro G., Metallicities on the Double Main Sequence of ω Centauri Imply Large Helium Enhancement, *ApJ*, 2005, vol. 621, p. 777
- Pitrou C., Coc A., Uzan J.-P., Vangioni E., Precision big bang nucleosynthesis with improved Helium-4 predictions, *Phys. Rep.*, 2018, vol. 754, p. 1
- Planck Collaboration Ade P. A. R., Aghanim N., Alves M. I. R., Armitage-Caplan C., Arnaud M., Ashdown M., et al. Planck 2013 results. I. Overview of products and scientific results, *A&A*, 2014, vol. 571, p. A1
- Prantzos N., Charbonnel C., Iliadis C., Light nuclei in galactic globular clusters: constraints on the self-enrichment scenario from nucleosynthesis, *A&A*, 2007, vol. 470, p. 179
- Reimers D., Circumstellar absorption lines and mass loss from red giants, *Memoires of the Societe Royale des Sciences de Liege*, 1975, vol. 8, p. 369
- Renzini A., Finding forming globular clusters at high redshifts, *MNRAS*, 2017, vol. 469, p. L63
- Renzini A., D'Antona F., Cassisi S., King I. R., Milone A. P., Ventura P., Anderson J., Bedin L. R., Bellini A., Brown T. M., Piotto G., van der Marel R. P., Barbuy B., Dalessandro E., et al. The Hubble Space Telescope UV Legacy Survey of Galactic Globular Clusters - V. Constraints on formation scenarios, *MNRAS*, 2015, vol. 454, p. 4197
- Riess A. G., Filippenko A. V., Challis P., Clocchiatti A., Diercks A., Garnavich P. M., Gilliland R. L., Hogan C. J., Jha S., Kirshner R. P., Leibundgut B. e. a., Observational Evidence from Supernovae for an Accelerating Universe and a Cosmological Constant, *AJ*, 1998, vol. 116, p. 1009
- Rojas-Arriagada A., Zoccali M., Vásquez S., Ripepi V., Musella I., Marconi M., Grado A., Limatola L., High resolution spectroscopic analysis of seven giants in the bulge globular cluster NGC 6723, *A&A*, 2016, vol. 587, p. A95

- Salaris M., Chieffi A., Straniero O., The alpha-enhanced isochrones and their impact on the FITS to the Galactic globular cluster system, *ApJ*, 1993, vol. 414, p. 580
- Salinas R., Contreras Ramos R., Strader J., Hakala P., Catelan M., Peacock M. B., Simunovic M., An AO-assisted Variability Study of Four Globular Clusters, *AJ*, 2016, vol. 152, p. 55
- Salpeter E. E., The Luminosity Function and Stellar Evolution., *ApJ*, 1955, vol. 121, p. 161
- Sandage A., Wildey R., The Anomalous Color-Magnitude Diagram of the Remote Globular Cluster NGC 7006, *ApJ*, 1967, vol. 150, p. 469
- Saracino S., Dalessandro E., Ferraro F. R., Geisler D., Mauro F., Lanzoni B., Origlia L., Miocchi P., Cohen R. E., Villanova S., Moni Bidin C., Ultra-deep GEMINI Near-infrared Observations of the Bulge Globular Cluster NGC 6624., *ApJ*, 2016, vol. 832, p. 48
- Saracino S., Dalessandro E., Ferraro F. R., Lanzoni B., Geisler D., Mauro F., Villanova S., Moni Bidin C., Miocchi P., Massari D., GEMINI/GeMS Observations Unveil the Structure of the Heavily Obscured Globular Cluster Liller 1., *ApJ*, 2015, vol. 806, p. 152
- Sarajedini A., Bedin L. R., Chaboyer B., Dotter A., Siegel M., Anderson J., Aparicio A., King I., Majewski S., Marín-Franch A., Piotto G., Reid I. N., Rosenberg A., The ACS Survey of Galactic Globular Clusters. I. Overview and Clusters without Previous Hubble Space Telescope Photometry, *AJ*, 2007, vol. 133, p. 1658
- Schiavon R. P., Zamora O., Carrera R., Lucatello S., Robin A. C., Ness M., Martell S. L., Smith V. V., García-Hernández D. A., Machado A., Schönrich R., Bastian N., Chiappini C., et al. Chemical tagging with APOGEE: discovery of a large population of N-rich stars in the inner Galaxy, *MNRAS*, 2017, vol. 465, p. 501
- Schultheis M., Cunha K., Zasowski G., García Pérez A. E., Sellgren K., Smith V., García-Hernández D. A., Zamora O., Fritz T. K., Anders F., Allende Prieto C., Bizyaev D., et al. Evidence for a metal-poor population in the inner Galactic bulge, *A&A*, 2015, vol. 584, p. A45

- Searle L., Zinn R., Compositions of halo clusters and the formation of the galactic halo, *ApJ*, 1978, vol. 225, p. 357
- Sharma S., Markov Chain Monte Carlo Methods for Bayesian Data Analysis in Astronomy, *ARA&A*, 2017, vol. 55, p. 213
- Shen J., Rich R. M., Kormendy J., Howard C. D., De Propris R., Kunder A., Our Milky Way as a Pure-disk Galaxy — A Challenge for Galaxy Formation, *ApJ*, 2010, vol. 720, p. L72
- Shetrone M. D., Al, Mg and Eu Abundances in Globular Cluster Giants. I. Tests of Deep Mixing, *AJ*, 1996, vol. 112, p. 1517
- Simioni M., Milone A. P., Bedin L. R., Aparicio A., Piotto G., Vesperini E., Hong J., The Hubble Space Telescope UV Legacy Survey of Galactic globular clusters - X. The radial distribution of stellar populations in NGC 2808, *MNRAS*, 2016, vol. 463, p. 449
- Skrutskie M. F., Cutri R. M., Stiening R., Weinberg M. D., Schneider S., Carpenter J. M., Beichman C., Capps R., Chester T., Elias J., et al. The Two Micron All Sky Survey (2MASS), *AJ*, 2006, vol. 131, p. 1163
- Smith H. A., RR Lyrae stars., Cambridge Astrophysics Series, 1995, vol. 27
- Smith S., The Mass of the Virgo Cluster, *ApJ*, 1936, vol. 83, p. 23
- Smoot G. F., Bennett C. L., Kogut A., Wright E. L., Aymon J., Boggess N. W., Cheng E. S., de Amici G., Gulkis S., Hauser M. G., Hinshaw G., Jackson P. D., Janssen M., Kaita E., et al. Structure in the COBE differential microwave radiometer first-year maps, *ApJ*, 1992, vol. 396, p. L1
- Snedden C., Kraft R. P., Prosser C. F., Langer G. E., Oxygen abundances in halo giants. I - Giants in the very metal-poor globular clusters M92 and M15 and the metal-poor halo field, *AJ*, 1991, vol. 102, p. 2001
- Soszyński I., Udalski A., Szymański M. K., Pietrukowicz P., Mróz P., Skowron J., Kozłowski S., Poleski R., Skowron D., Pietrzyński G., Wyrzykowski L., Ulaczyk K., Kubiak M., Over 38000 RR Lyrae Stars in the OGLE Galactic Bulge Fields, *Acta Astron.*, 2014, vol. 64, p. 177

- Soto M., Bellini A., Anderson J., Piotto G., Bedin L. R., van der Marel R. P., Milone A. P., Brown T. M., Cool A. M., King I. R., Sarajedini A., Granata V., Cassisi S., Aparicio A., Hidalgo S., Ortolani S., Nardiello D., The Hubble Space Telescope UV Legacy Survey of Galactic Globular Clusters. VIII. Preliminary Public Catalog Release, *AJ*, 2017, vol. 153, p. 19
- Stacey W. S., Heinke C. O., Cohn H. N., Lugger P. M., Bahramian A., An Examination of the X-Ray Sources in the Globular Cluster NGC 6652, *ApJ*, 2012, vol. 751, p. 62
- Valenti E., Origlia L., Ferraro F. R., Near-infrared photometry of four metal-rich bulge globular clusters: NGC 6304, 6569, 6637 and 6638*, *MNRAS*, 2005, vol. 361, p. 272
- Valenti E., Origlia L., Rich R. M., High-resolution near-infrared spectra of NGC 6624 and 6569, *MNRAS*, 2011, vol. 414, p. 2690
- VandenBerg D. A., Bergbusch P. A., Dowler P. D., The Victoria-Regina Stellar Models: Evolutionary Tracks and Isochrones for a Wide Range in Mass and Metallicity that Allow for Empirically Constrained Amounts of Convective Core Overshooting, *ApJS*, 2006, vol. 162, p. 375
- VandenBerg D. A., Bergbusch P. A., Ferguson J. W., Edvardsson B., Isochrones for Old (> 5 Gyr) Stars and Stellar Populations. I. Models for $-2.4 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0.6$, $0.25 \leq Y \leq 0.33$, and $-0.4 \leq [\alpha/\text{Fe}] \leq +0.4$, *ApJ*, 2014, vol. 794, p. 72
- VandenBerg D. A., Brogaard K., Leaman R., Casagrande L., The Ages of 55 Globular Clusters as Determined Using an Improved $\Delta V^{\text{HB_TO}}$ Method along with Color-Magnitude Diagram Constraints, and Their Implications for Broader Issues, *ApJ*, 2013, vol. 775, p. 134
- Vapnik V., Lerner A., Pattern Recognition using Generalized Portrait Method, *Automation and Remote Control*, 1963, vol. 24
- Vapnik V. N., The Nature of Statistical Learning Theory. Springer-Verlag Berlin, Heidelberg, 1995
- Villanova S., Geisler D., Carraro G., Moni Bidin C., Muñoz C., Ruprecht 106: The First Single Population Globular Cluster?, *ApJ*, 2013, vol. 778, p. 186

- Vogelsberger M., Genel S., Springel V., Torrey P., Sijacki D., Xu D., Snyder G., Nelson D., Hernquist L., Introducing the Illustris Project: simulating the coevolution of dark and visible matter in the Universe, *MNRAS*, 2014, vol. 444, p. 1518
- von Hippel T., Robinson E., Jeffery E., Wagner-Kaiser R., DeGennaro S., Stein N., Stenning D., Jefferys W. H., van Dyk D., Bayesian Analysis for Stellar Evolution with Nine Parameters (BASE-9): User's Manual, ArXiv e-prints, 2014, p. arXiv:1411.3786
- Wagner-Kaiser R., Sarajedini A., von Hippel T., Stenning D. C., van Dyk D. A., Jeffery E., Robinson E., Stein N., Anderson J., Jefferys W. H., The ACS survey of Galactic globular clusters - XIV. Bayesian single-population analysis of 69 globular clusters, *MNRAS*, 2017, vol. 468, p. 1038
- Wagner-Kaiser R., Stenning D. C., Sarajedini A., von Hippel T., van Dyk D. A., Robinson E., Stein N., Jefferys W. H., Bayesian analysis of two stellar populations in Galactic globular clusters- III. Analysis of 30 clusters, *MNRAS*, 2016, vol. 463, p. 3768
- Walker A. R., Kunder A. M., Andreuzzi G., di Cecco A., Stetson P. B., Monelli M., Cassisi S., Bono G., de Propris R., Dall'Ora M., Nemeč J. M., Zoccali M., Constraints on the formation of the globular cluster IC 4499 from multiwavelength photometry, *MNRAS*, 2011, vol. 415, p. 643
- Wegg C., Gerhard O., Mapping the three-dimensional density of the Galactic bulge with VVV red clump stars, *MNRAS*, 2013, vol. 435, p. 1874
- Wegg C., Gerhard O., Portail M., The structure of the Milky Way's bar outside the bulge, *MNRAS*, 2015, vol. 450, p. 4050
- Weinberg D. H., Bullock J. S., Governato F., Kuzio de Naray R., Peter A. H. G., Cold dark matter: Controversies on small scales, *Proceedings of the National Academy of Science*, 2015, vol. 112, p. 12249
- Westerlund B. E., The Magellanic Clouds - Their evolution, structure and composition, *A&A Rev.*, 1990, vol. 2, p. 29
- White S. D. M., Rees M. J., Core condensation in heavy halos - A two-stage theory for galaxy formation and clustering, *MNRAS*, 1978, vol. 183, p. 341

-
- Wise J. H., Turk M. J., Norman M. L., Abel T., The Birth of a Galaxy: Primordial Metal Enrichment and Stellar Populations, *ApJ*, 2012, vol. 745, p. 50
- Yi S., Demarque P., Kim Y.-C., Lee Y.-W., Ree C. H., Lejeune T., Barnes S., Toward Better Age Estimates for Stellar Populations: The Y^2 Isochrones for Solar Mixture, *ApJS*, 2001, vol. 136, p. 417
- Zoccali M., Vasquez S., Gonzalez O. A., Valenti E., Rojas-Arriagada A., Minniti J., Rejkuba M., Minniti D., McWilliam A., Babusiaux C., Hill V., Renzini A., The GIRAFFE Inner Bulge Survey (GIBS). III. Metallicity distributions and kinematics of 26 Galactic bulge fields, *A&A*, 2017, vol. 599, p. A12
- Zwicky F., Die Rotverschiebung von extragalaktischen Nebeln, *Helvetica Physica Acta*, 1933, vol. 6, p. 110

Apêndice

Apêndice A

Resultados dos ajustes de isócronas de BaSTI

Neste Apêndice, são colocados os resultados do ajuste de isócronas considerando o aglomerado como uma população simples, utilizando isócronas de BaSTI (Pietrinferni et al., 2006). Esses resultados são colocados na Tabela 4.3, juntamente com os resultados das isócronas de DSED (Dotter et al., 2010): Figuras 4.14–4.20 na Seção 4.2.

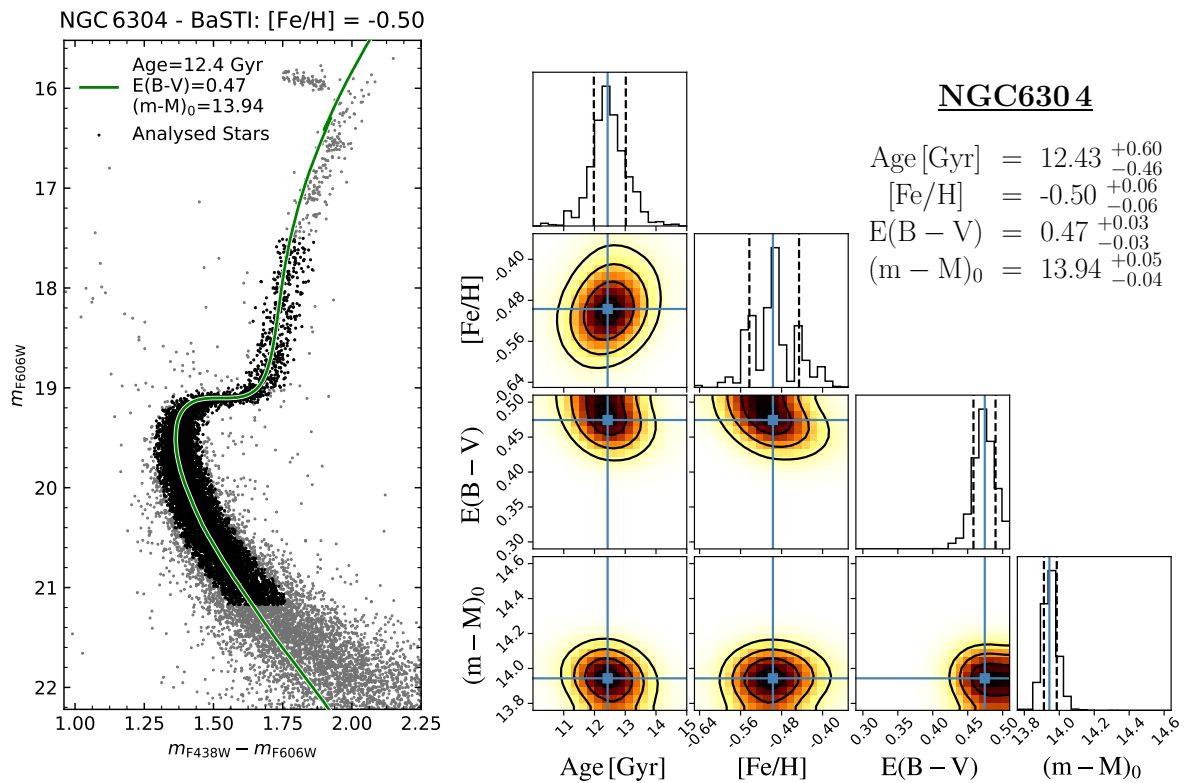


Figura A.1: Resultado do ajuste de isócronas de BaSTI considerando uma população simples, para o aglomerado do Bojo NGC 6304. Os detalhes são os mesmos da Figura 4.14.

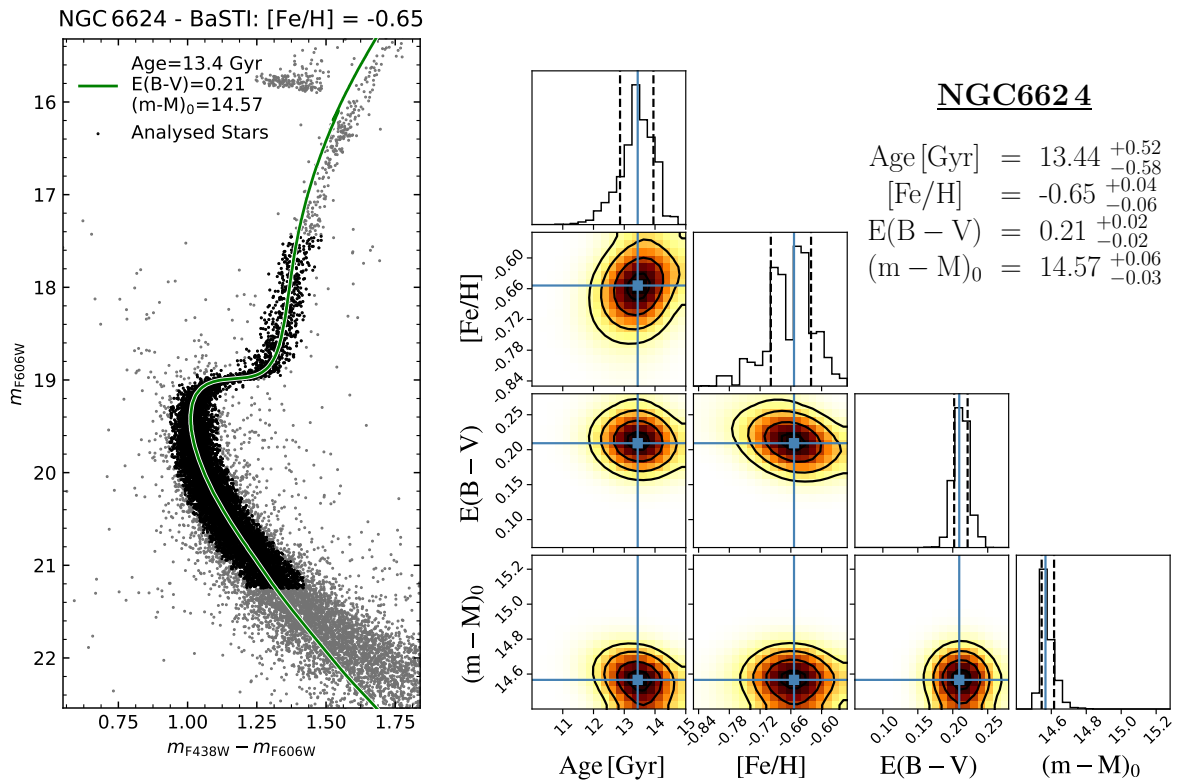


Figura A.2: O mesmo que a Figura A.1, porém para o aglomerado NGC 6624.

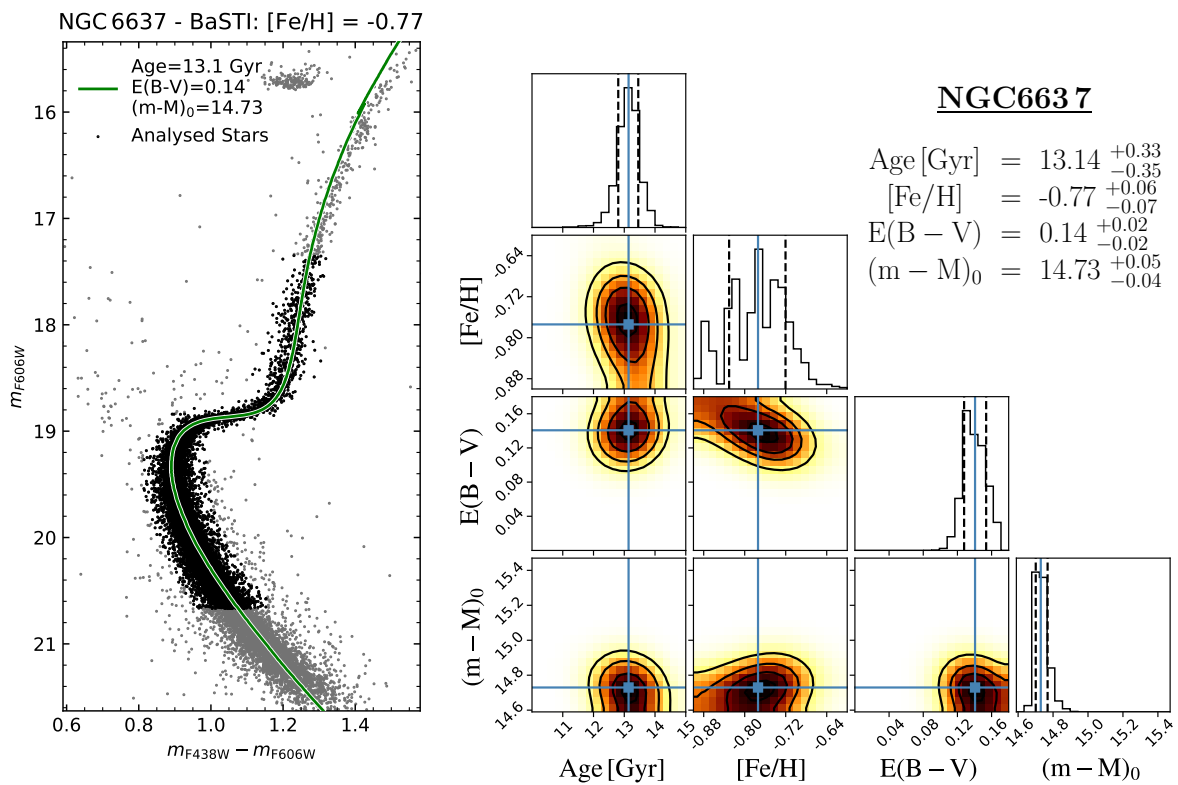


Figura A.3: O mesmo que a Figura A.1, porém para o aglomerado NGC 6637.

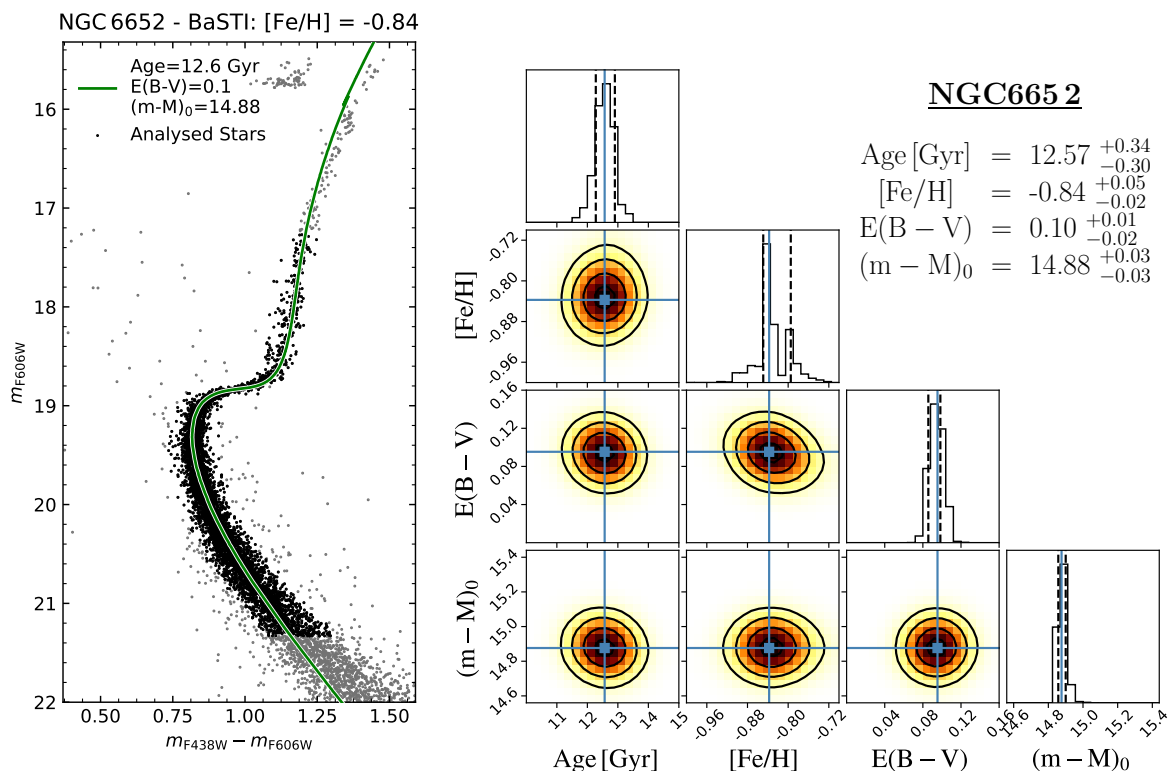


Figura A.4: O mesmo que a Figura A.1, porém para o aglomerado NGC 6652. Esse aglomerado, apesar de ser da amostra moderadamente pobre em metais, possui um ramo horizontal que se resume a um *red clump*, o que justifica a sua idade mais baixa.

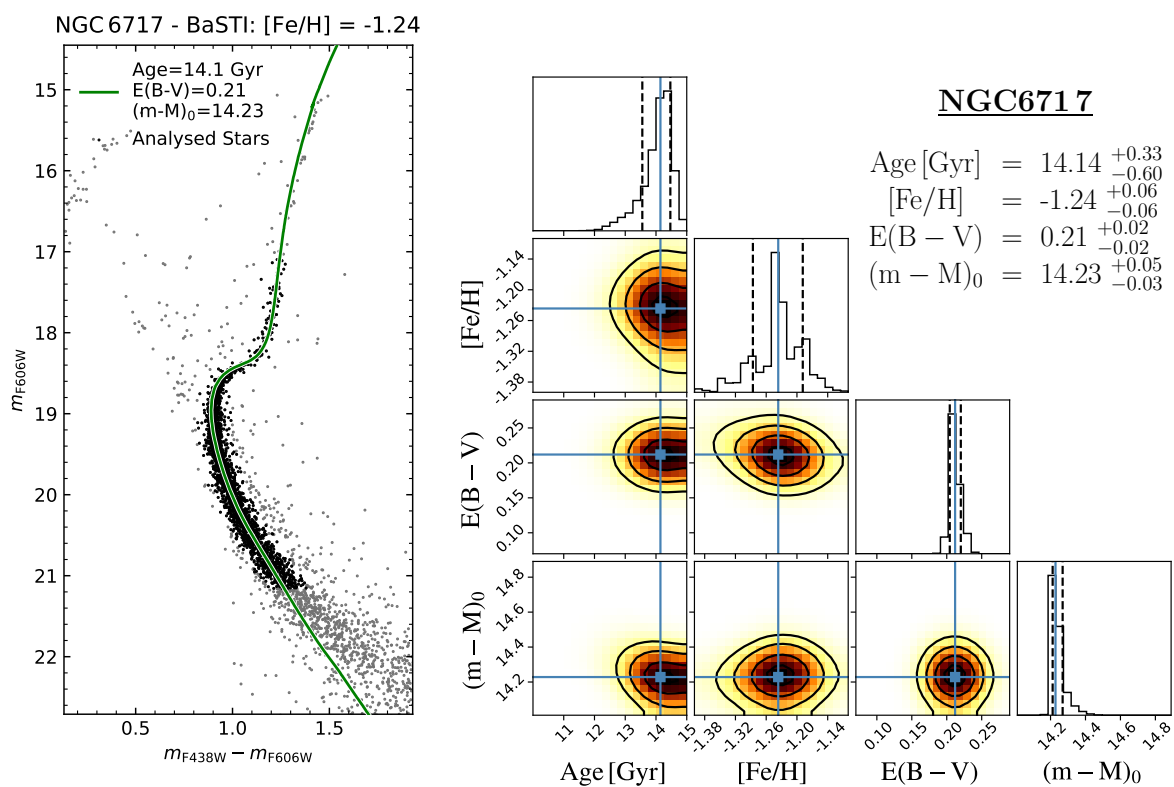


Figura A.5: O mesmo que a Figura A.1, porém para o aglomerado NGC 6717.

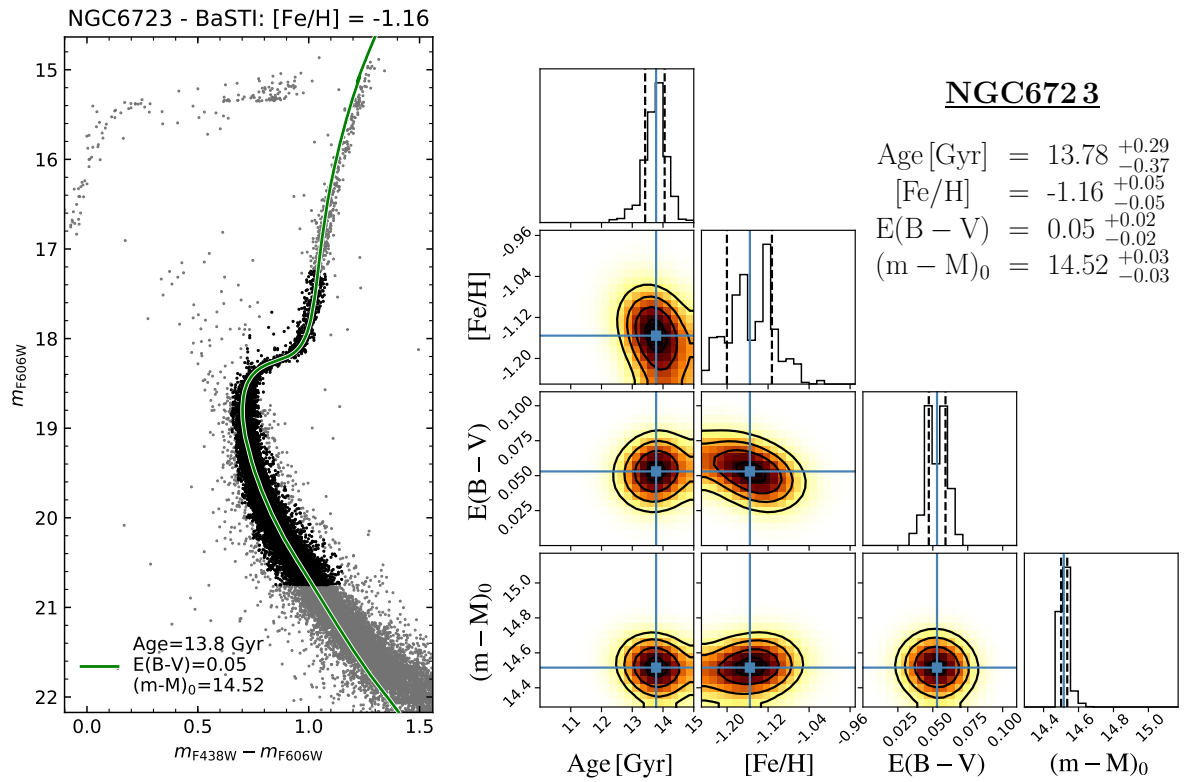


Figura A.6: O mesmo que a Figura A.1, porém para o aglomerado NGC 6723.

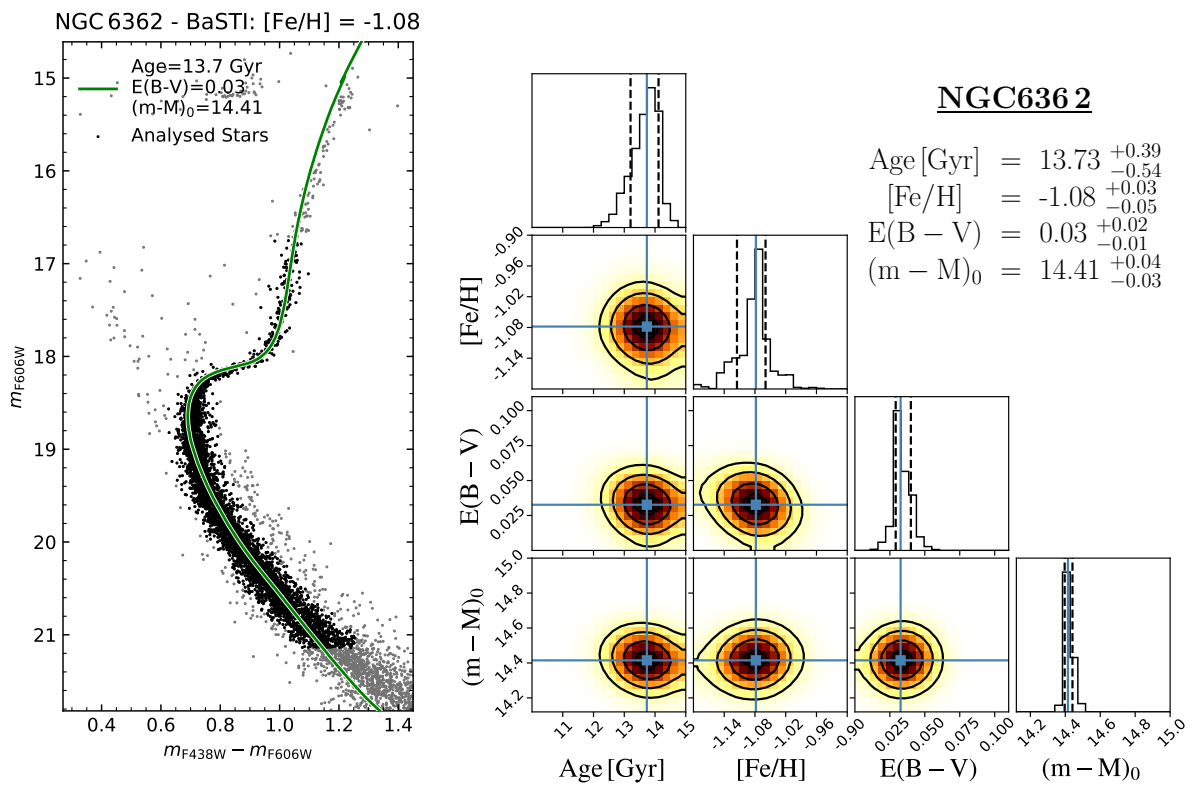


Figura A.7: O mesmo que a Figura A.1, porém para o aglomerado NGC 6362.

Artigos no período 2017-2018

Estão listados abaixo os artigos em preparação, submetidos e/ou publicados no decorrer do Mestrado, como primeiro autor ou co-autor.

B.1 Oliveira, Bica e Bonatto, 2018, MNRAS (Graduação - IC)



Near-infrared study of new embedded clusters in the Carina complex

R. A. P. Oliveira,^{*} † E. Bica and C. Bonatto

Departamento de Astronomia, Universidade Federal do Rio Grande do Sul, Av. Bento Gonçalves 9500, Porto Alegre 91501-970, RS, Brazil

Accepted 2018 January 27. Received 2018 January 20; in original form 2017 August 19

ABSTRACT

We analyse the nature of a sample of stellar overdensities that we found projected on the Carina complex. This study is based on the Two Micron All Sky Survey photometry and involves the photometry decontamination of field stars, elaboration of intrinsic colour–magnitude diagrams [CMDs; $J \times (J - K_s)$], colour–colour diagrams $(J - H) \times (H - K_s)$, and radial density profiles, in order to determine the structure and the main astrophysical parameters of the best candidates. The verification of an overdensity as an embedded cluster requires a CMD consistent with a PMS content and MS stars, if any. From these results, we are able to verify if they are, in fact, embedded clusters. The results were, in general, rewarding: in a sample of 101 overdensities, the analysis provided 15 candidates, of which three were previously catalogued as clusters (CCCP-C1 16, Treasure Chest, and FSR 1555), and the 12 remaining are discoveries that provided significant results, with ages not above 4.5 Myr and distances compatible with the studied complex. The resulting values for the differential reddening of most candidates were relatively high, confirming that these clusters are still (partially or fully) embedded in the surrounding gas and dust, as a rule within a shell. Histograms with the distribution of the masses, ages, and distances were also produced, to give an overview of the results. We conclude that all the 12 newly found embedded clusters are related to the Carina complex.

Key words: Hertzsprung–Russell and colour–magnitude diagrams – galaxies: photometry – galaxies: star clusters: general.

B.2 Kerber, Libralato, Souza, et al. 2019, MNRAS (HP 1)

Monthly Notices
of the
ROYAL ASTRONOMICAL SOCIETY

MNRAS, 1 (2019)
Advance Access publication 2019 January 5

doi:10.1093/mnras/stz003



A deep view of a fossil relic in the Galactic bulge: the Globular Cluster HP 1

L. O. Kerber^{1,2*}, M. Libralato^{3,4,5}, S. O. Souza¹, R. A. P. Oliveira¹, S. Ortolani^{4,5},
A. Pérez-Villegas⁶, B. Barbuy¹, B. Dias^{6,7}, E. Bica⁸ and D. Nardiello^{4,5}

¹Universidade de São Paulo, IAG, Rua do Matão 1226, Cidade Universitária, São Paulo 05508-900, Brazil

²Universidade Estadual de Santa Cruz, Rodovia Jorge Amado km 16, Ilhéus 45662-000, Bahia, Brazil

³Space Telescope Science Institute, 3700 San Martin Drive, Baltimore, MD 21218, USA

⁴Dipartimento di Fisica e Astronomia, Università di Padova, I-35122 Padova, Italy

⁵INAF-Osservatorio Astronomico di Padova, Vicolo dell'Osservatorio 5, I-35122 Padova, Italy

⁶European Southern Observatory, Alonso de Cordova 3107, Santiago, Chile

⁷Departamento de Física, Facultad de Ciencias Exactas, Universidad Andrés Bello, Av. Fernández Concha 700, Las Condes, Santiago, Chile

⁸Universidade Federal do Rio Grande do Sul, Departamento de Astronomia, CP 15051, Porto Alegre 91501-970, Brazil

Accepted 2018 December 10. Received 2018 November 14; in original form 2018 May 8

ABSTRACT

HP 1 is an α -enhanced and moderately metal-poor bulge globular cluster with a blue horizontal branch. These combined characteristics make it a probable relic of the early star formation in the innermost Galactic regions. Here, we present a detailed analysis of a deep near-infrared (NIR) photometry of HP 1 obtained with the NIR GSAOI + GeMS camera at the Gemini-South telescope. J and K_S images were collected with an exquisite spatial resolution (FWHM ~ 0.1 arcsec), reaching stars at two magnitudes below the MSTO. We combine our GSAOI data with archival F606W-filter *HST* ACS/WFC images to compute relative proper motions and select bona fide cluster members. Results from statistical isochrone fits in the NIR and optical-NIR colour–magnitude diagrams indicate an age of $12.8^{+0.9}_{-0.8}$ Gyr, confirming that HP 1 is one of the oldest clusters in the Milky Way. The same fits also provide apparent distance moduli in the K_S and V filters in very good agreement with the ones from 11 RR Lyrae stars. By subtracting the extinction in each filter, we recover a heliocentric distance of $6.59^{+0.17}_{-0.15}$ kpc. Furthermore, we refine the orbit of HP 1 using this accurate distance and update and accurate radial velocities (from high-resolution spectroscopy) and absolute proper motions (from *Gaia* DR2), reaching mean perigalactic and apogalactic distances of ~ 0.12 and ~ 3 kpc, respectively.

Key words: instrumentation: adaptive optics – Galaxy: bulge – globular clusters: individual: HP 1 – infrared: stars.

Figura B.2: Título, autores e resumo de Kerber et al. (2019).

B.3 Maia, Dias, Santos Jr., et al. 2019, MNRAS (minor revision)

The VISCACHA survey - I. Overview and First Results[★]

Francisco F.S. Maia^{1,†}, Bruno Dias^{2,3}, João F.C. Santos Jr.⁴, Leandro de O. Kerber
 Eduardo Bica⁶, Andrés E. Piatti^{7,8}, Beatriz Barbuy¹, Bruno Quint^{9,10}, Luciano Frag
 David Sanmartim¹⁰, Mateus S. Angelo¹², Jose A. Hernandez-Jimenez^{1,3},
 Orlando J. Katime Santrich⁵, Raphael A. P. Oliveira¹, Angeles Pérez-Villegas¹
 Stefano O. Souza¹, Rodrigo G. Vieira¹, Pieter Westera¹³

¹Universidade de São Paulo, IAG, Rua do Matão 1226, 05508-090, Brazil

²European Southern Observatory, Alonso de Córdova 3107, Vitacura 19001, Chile

³Departamento de Ciencias Físicas, Universidad Andres Bello, Fernandez Concha 700, Las Condes, Santiago, Chile

⁴Universidade Federal de Minas Gerais, ICEx, Av. Antônio Carlos 6627, 31270-901, Brazil

⁵Universidade Estadual de Santa Cruz, Depto. de Ciências Exatas e Tecnológicas, Rodovia Jorge Amado km 16, 45662-900, Brazil

⁶Universidade Federal do Rio Grande do Sul, Instituto de Física, Av. Bento Gonçalves 9500, 91501-970, Brazil

⁷Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas, Av. Rivadavia 1917, C1033AAJ, Buenos Aires, Argentina

⁸Observatorio Astronómico de Córdoba, Laprida 854, 5000, Córdoba, Argentina

⁹SOAR Telescope, c/o AURA - Casilla 603, La Serena, Chile

¹⁰Gemini Observatory, c/o AURA - Casilla 603, La Serena, Chile

¹¹Laboratório Nacional de Astrofísica, Rua Estados Unidos 154, 37504-364, Brazil

¹²Centro Federal de Educação Tecnológica de Minas Gerais, Av. Monsenhor Luiz de Gonzaga, 103, 37250-000, Brazil

¹³Universidade Federal do ABC, Centro de Ciências Naturais e Humanas, Avenida dos Estados, 5001, 09210-580, Brazil

Accepted XXX. Received YYY; in original form ZZZ

ABSTRACT

The VISCACHA (Visible Soar photometry of star Clusters in tApii and Coxi HuguA) Survey is an ongoing project based on deep photometric observations of Magellanic Cloud star clusters, collected using the SOuthern Astrophysical Research (SOAR) telescope together with the SOAR Adaptive Module Imager. Since 2015 more than 200 hours of telescope time were used to observe about 130 stellar clusters, most of them with low mass ($M < 10^4 M_{\odot}$) and/or located in the outermost regions of the Large Magellanic Cloud and the Small Magellanic Cloud. With this high quality data set, we homogeneously determine physical properties from statistical analysis of colour-magnitude diagrams, radial density profiles, luminosity functions and mass functions. Ages, metallicities, reddening, distances, present-day masses, mass function slopes and structural parameters for these clusters are derived and used as a proxy to investigate the interplay between the environment in the Magellanic Clouds and the evolution of such systems. In this first paper we present the VISCACHA Survey and its initial results, concerning the SMC clusters AM3, K37, HW20 and NGC796 and the LMC ones KMHK228, OHSC3, SL576, SL61 and SL897, chosen to compose a representative subset our cluster sample. The project's long term goals and legacy to the community are also addressed.

Key words: Magellanic Clouds – galaxies: star clusters: general – galaxies: photometry – galaxies: interactions – surveys

Figura B.3: Título, autores e resumo de Maia et al., submetido para MNRAS.

B.4 Oliveira, Souza, Kerber, et al. em preparação, ApJ

The *Hubble Space Telescope* UV Legacy Survey of Galactic Globular Clusters. XVIII. Ages of single and multiple populations in six bulge globular clusters

R. A. P. OLIVEIRA,¹ S. O. SOUZA,¹ L. O. KERBER,^{1,2} B. BARBUY,¹ G. PIOTTO,^{3,4} S. ORTOLANI,^{3,4} A. P. MILONE,^{3,4}
D. NARDIELLO,^{3,4} E. BICA,⁵ AND S. CASSISI⁶

¹Universidade de São Paulo, IAG, Rua do Matão 1226, Cidade Universitária, São Paulo 05508-900, Brazil

²Universidade Estadual de Santa Cruz, Rodovia Jorge Amado km 16, Ilhéus 45662-000, Brazil

³Dipartimento di Fisica e Astronomia ‘Galileo Galilei’, Università di Padova, Vicolo dell’Osservatorio 3, Padova, I-35122, Italy

⁴Istituto Nazionale di Astrofisica – Osservatorio Astronomico di Padova, Vicolo dell’Osservatorio 5, Padova, I-35122, Italy

⁵Universidade Federal do Rio Grande do Sul, Departamento de Astronomia, CP 15051, Porto Alegre 91501-970, Brazil

⁶Osservatorio Astronomico di Teramo, Via Mentore Maggini s.n.c, I-64100, Teramo, Italy

(Received XXX; Revised XXX; Accepted XXX)

Submitted to ApJ

ABSTRACT

The multiple stellar populations in globular clusters (GCs) are better characterized in suitable combinations of stellar magnitudes in UV/blue filters (F275W, F336W and F438W) from the *Hubble Space Telescope*. The present analysis is focused on six clusters selected from their location in the Galactic bulge and with metallicity values of $-1.30 \lesssim [\text{Fe}/\text{H}] \lesssim -0.35$. We apply classification algorithms and Gaussian-mixture models in stars from the main sequence, subgiant and red giant branches, in order to distinguish the multiple populations. Applying statistical isochrone (BaSTI and Dartmouth) fits with the SIRIUS code, we retrieve self-consistent and accurate ages, metallicities, distances, and reddening for these GCs, assuming them both as a single and multiple populations. For the first time ages of first and second generations are estimated via isochrone fitting, showing that they are essentially coeval. Ages from Dartmouth isochrones are typically of 12.2 ± 0.2 Gyr, except for NGC 6717, which is closer to the bona fide oldest clusters. The BaSTI isochrone derivations give $13.\dots \pm \dots$ including the correction of 0.9 Gyr for atomic diffusion effects. These results, combined with those from high-resolution spectroscopy, explore the potential of GCs to investigate their formation and chemical enrichment.

Keywords: globular clusters: general – globular clusters: individual (NGC 6304, NGC 6362, NGC 6624, NGC 6637, NGC 6652, NGC 6717, NGC 6723)

Figura B.4: Título, autores e resumo de Oliveira et al., em preparação.

B.5 Souza, Oliveira, Kerber, et al. em preparação, PASA

The SIRIUS code: Statistical Inference of physical paRameters of sIngle and mUltiple populations in Stellar clusters

S. O. SOUZA,¹ R. A. P. OLIVEIRA,¹ L. O. KERBER,^{1,2} B. BARBUY,¹ A. PÉREZ-VILLEGAS,¹ AND F. F. S. MAIA¹

¹Universidade de São Paulo, IAG, Rua do Matão 1226, Cidade Universitária, São Paulo 05508-900, Brazil

²Universidade Estadual de Santa Cruz, Rodovia Jorge Amado km 16, Ilhéus 45662-000, Brazil

(Received XXX; Revised XXX; Accepted XXX)

Submitted to PASA

ABSTRACT

Star clusters are fundamental pieces to understand the formation and evolution of stellar systems, from a scale of few AU (binaries) to several kpc (galaxies), being at the same time unique templates to calibrate stellar evolutionary models. The physical parameters of star clusters such as age, [Fe/H], distance, reddening, core and tidal radii, total mass, mass function, binary fraction, proper motions, and radial velocities can be obtained by the analysis of color-magnitude diagrams (CMDs), radial density profiles, spectra of individual stars, multi-epoch astrometry, multi-band photometry, among others. Despite the wealth of information available in high quality photometric, spectroscopic and/or astrometric data from space missions (e.g., HST, Gaia), 8-10m (e.g., VLT, Gemini) and 1-4m (e.g., Blanco, SOAR, VISTA) ground-based telescopes, including those dedicated to large area surveys (e.g., OGLE, VVV, VMC, VISCACHA, DES, SMASH, APOGEE, Gaia-ESO), there is a lack of initiatives to perform a comprehensive, statistical and self-consistent analysis combining different data and techniques. In order to fulfill this gap, we are developing a python package, named SIRIUS, designed to extract as much as possible information of a stellar cluster. SIRIUS is based on a Bayesian approach using the likelihood statistics and Markov chain Monte Carlo (MCMC) method, which can be applied to determine membership probabilities and to fully characterize single or multiple stellar populations presented in a stellar cluster. In this work we present the first control experiments to attest the SIRIUS validity, as well as some successful applications of this code to analyze individual or combined HST, VLT, Gemini, VVV, and Gaia DR2 data of bulge globular clusters.

Keywords: methods: statistical – (Galaxy:) globular clusters: general – (Galaxy:) open clusters and associations: general – (stars:) Hertzsprung-Russell and C–M diagrams

Figura B.5: Título, autores e resumo de Souza et al., em preparação.