

**UNIVERSIDADE FEDERAL DE MINAS GERAIS**  
**Instituto de Ciências Exatas**  
**Programa de Pós-Graduação em Física**

Filipe Andrade Ferreira

**ESTUDO DE POPULAÇÕES ESTELARES DE AGLOMERADOS  
ABERTOS A PARTIR DE DADOS DA MISSÃO *GAIA* DR2**

Belo Horizonte

2023

Filipe Andrade Ferreira

**Estudo de Populações Estelares de Aglomerados  
Abertos a partir de Dados da Missão *Gaia* DR2**

Tese apresentada ao Programa de Pós-Graduação em Física do Instituto de Ciências Exatas da Universidade Federal de Minas Gerais como requisito parcial para obtenção do título de Doutor em Ciências.

Orientador: Prof. Dr. João Francisco Coelho dos Santos Jr.

Coorientador: Prof. Dr. Wagner José Corradi Barbosa

Belo Horizonte

2023

Dados Internacionais de Catalogação na Publicação (CIP)

F383e Ferreira, Filipe Andrade.  
Estudo de populações estelares de aglomerados abertos a partir de dados da missão Gaia DR2 / Filipe Andrade Ferreira. – 2023.  
222 f. : il.

Orientador: João Francisco Coelho dos Santos Júnior.  
Coorientador: Wagner José Corradi Barbosa.  
Tese (doutorado) – Universidade Federal de Minas Gerais,  
Departamento de Física.  
Bibliografia: f. 165-177.

1. Aglomerado de estrelas. 2. Via Láctea. I. Título. II. Santos Júnior, João Francisco Coelho dos. III. Barbosa, Wagner José Corradi. IV. Universidade Federal de Minas Gerais, Departamento de Física.

CDU – 524.4 (043)



UNIVERSIDADE FEDERAL DE MINAS GERAIS  
INSTITUTO DE CIÊNCIAS EXATAS  
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM FÍSICA

### FOLHA DE APROVAÇÃO

A presente tese, intitulada "**Estudo de Populações Estelares de Aglomerados Abertos a partir de Dados da Missão Gaia DR2**" de autoria de **FILIPÉ ANDRADE FERREIRA** submetida à Comissão Examinadora, abaixo-assinada, foi aprovada para obtenção do grau de **DOUTOR EM CIÊNCIAS**, em dezessete de março de 2023.

Belo Horizonte, 17 de março de 2023.

Prof. João Francisco Coelho dos Santos Júnior  
Orientador do estudante  
Departamento de Física/UFMG

Prof. Andres Eduardo Piatti  
CONICET-UNCUYO

Prof. Wagner José Corradi Barbosa  
Coorientador do estudante  
Departamento de Física/UFMG

Prof. Wilton da Silva Dias  
Instituto de Física e Química /UNIFE

Prof. Gustavo Andres Guerrero Eraso  
Departamento de Física/UFMG

Prof. Orlando José Katime Santrich  
DCET/UESC

Prof. Francisco Ferreira de Souza Maia  
Departamento de Física/UFRJ

**Candidato:** Filipe Andrade Ferreira



Documento assinado eletronicamente por **Gustavo Andres Guerrero Eraso, Professor do Magistério Superior**, em 20/03/2023, às 10:30, conforme horário oficial de Brasília, com fundamento no art. 5º do [Decreto nº 10.543, de 13 de novembro de 2020](#).



Documento assinado eletronicamente por **João Francisco Coelho dos Santos Junior, Membro de comissão**, em 20/03/2023, às 10:48, conforme horário oficial de Brasília, com fundamento no art. 5º do [Decreto nº 10.543, de 13 de novembro de 2020](#).

---



Documento assinado eletronicamente por **Wagner Jose Corradi Barbosa, Professor do Magistério Superior**, em 20/03/2023, às 11:04, conforme horário oficial de Brasília, com fundamento no art. 5º do [Decreto nº 10.543, de 13 de novembro de 2020](#).

---



Documento assinado eletronicamente por **Francisco Ferreira de Souza Maia, Usuário Externo**, em 20/03/2023, às 13:28, conforme horário oficial de Brasília, com fundamento no art. 5º do [Decreto nº 10.543, de 13 de novembro de 2020](#).

---



Documento assinado eletronicamente por **Wilton da Silva Dias, Usuário Externo**, em 20/03/2023, às 14:23, conforme horário oficial de Brasília, com fundamento no art. 5º do [Decreto nº 10.543, de 13 de novembro de 2020](#).

---



Documento assinado eletronicamente por **Orlando José Katime Santrich, Usuário Externo**, em 21/03/2023, às 12:19, conforme horário oficial de Brasília, com fundamento no art. 5º do [Decreto nº 10.543, de 13 de novembro de 2020](#).

---



A autenticidade deste documento pode ser conferida no site [https://sei.ufmg.br/sei/controlador\\_externo.php?acao=documento\\_conferir&id\\_orgao\\_acesso\\_externo=0](https://sei.ufmg.br/sei/controlador_externo.php?acao=documento_conferir&id_orgao_acesso_externo=0), informando o código verificador **2158078** e o código CRC **4006213A**.

---

# Agradecimentos

Agradeço a todos aqueles que, direta ou indiretamente, contribuíram para a realização deste trabalho. Em especial, gostaria de agradecer:

À minha família, especialmente meus pais e meus irmãos que sempre estiveram ao meu lado, me apoiando e suportando;

Aos meus orientadores, João e Waguinho, pelos ensinamentos, dedicação, profissionalismo, paciência e compreensão;

Aos meus colegas de laboratório pelos ensinamentos, conselhos e momentos especiais: Pedro, Marie, Thomas, Mayara, Dânthanny, Bárbara, Paola, Túlio, Lucas, João Pedro, João Gardin e os demais alunos e ex-alunos, pois sempre estiveram presentes e dispostos a ajudar;

Aos colaboradores externos à UFMG: Mateus Angelo (CEFET-MG) e Francisco Maia (UFRJ);

Aos meus amigos fora da UFMG que estão sempre me proporcionando bons momentos, afeto e sempre me apoiando de maneira incondicional: Pc, Luiz (Geraldão), Mateus (Gemito), Moises, Hyrra, Tanyra (tatá) e os amigos feitos ao longo da graduação;

À minha terapeuta Elaine, por me auxiliar durante grande parte do processo de doutorado, especialmente durante a pandemia, tornando possível a conclusão deste trabalho;

À CAPES (código financeiro 001), ao CNPq e à FAPEMIG, pelo apoio financeiro.

A todos, MUITO OBRIGADO!

# Resumo

Aglomerados estelares são importantes objetos para o entendimento de como as estrelas evoluem. Seus Diagramas Cor-Magnitude (CMDs) refletem os efeitos da evolução estelar de objetos de mesma idade e composição química. Além disso a determinação de seus parâmetros astrofísicos (idade, distância, excesso de cor e metalicidade) juntamente com a distribuição espacial de uma amostra destes objetos fornece informações sobre a estrutura e a evolução da própria Galáxia. Neste trabalho, utilizamos dados dos catálogos *Gaia* DR2, 2MASS, APASS DR9 e PAN-STARRs DR1 para desenvolver um conjunto de metodologias para a caracterização de aglomerados abertos, que nos permitiram obter listas de membros precisas, coordenadas equatoriais, parâmetros astrométricos médios, raios e magnitudes integradas. Utilizando 59 aglomerados abertos com idades compreendidas entre  $7.5 < \log[t] < 9.9$ , construímos CMDs no plano  $G$  versus  $G_{BP} - G_{RP}$  e utilizamos um método de correlação cruzada para comparar e agrupar os CMDs de idades parecidas. Com os CMDs compostos, geramos um conjunto de isócronas empíricas de metalicidade solar, que permitiram apresentar um panorama observacional da evolução estelar do visível ao infravermelho dentro do intervalo de idades estudado. A partir da fotometria do *Gaia*, realizamos calibrações inéditas de idades usando índices morfológicos dos CMDs baseados nas diferenças de cor ( $\Delta(G_{BP} - G_{RP})_0$ ) e magnitude ( $\Delta G$ ) entre o clump de gigantes e o turnoff. Como resultado, notamos que os modelos de evolução estelar PARSEC mostram bom acordo com as isócronas empíricas, principalmente na sequência principal, tendendo a reproduzir a diferença  $\Delta G$ , porém falhando em demonstrar a diferença  $\Delta(G_{BP} - G_{RP})_0$  para idades inferiores a  $\log[t] = 8.8$ , superestimando-a. Ao mesmo tempo mostram-se sistematicamente mais azuis na baixa sequência principal ( $M_G > 9$ ), especialmente para metalicidades superiores à metalicidade solar, mostrando que os modelos ainda apresentam falhas nas transformações de cores nestes intervalos de luminosidade. A partir de dados do *Gaia* DR2, foi estabelecida uma metodologia inédita para a busca de novos aglomerados em campos estelares densos baseada em sobredensidades no espaço astrométrico. A metodologia mostrou-se mais efetiva do que diversos métodos de inteligência artificial, especialmente para objetos mais esparsos. Reportamos a descoberta de 62 novos aglomerados com idades entre  $6.9 < \log(t) < 9.55$ , distâncias entre  $910 < d(pc) < 6300$  e excesso de cor entre  $0.15 < E(B - V) < 2.32$ , possuindo entre 10 e 600 membros. Os novos objetos se encontram no disco Galáctico ( $-200 < z < 200 pc$ ), projetados principalmente na direção do Bojo Galáctico ( $-10 < l < 10$  deg,  $-5 < b < 5$  deg) e são menos concentrados do que a média dos aglomerados da Galáxia.

**Palavras-chave:** aglomerados de estrelas; Via Láctea; diagrama HR.

# Abstract

Star clusters are important objects for understanding how stars evolve. Their Color-Magnitude Diagrams (CMDs) show the effects of stellar evolution of coeval objects of same chemical composition. Furthermore, the determination of their astrophysical parameters (age, distance, color excess and metallicity) together with the spatial distribution of a sample of these objects provides information about the structure and the evolution of the Galaxy itself. In this work, we use data from *Gaia* DR2, 2MASS, APASS DR9 and PAN-STARRs DR1 catalogs to produce a set of methodologies for characterization of open clusters, where precise memberlists, positions, mean astrometric parameters, integrated magnitudes and radii were obtained. Using a sample of 59 open clusters with ages between  $7.5 < \log[t] < 9.9$ , we have built CMDs in the  $G$  versus  $G_{BP} - G_{RP}$  plane and use a cross-correlation method to compare and group CMDs of similar age to produce composite CMDs, from which we generate a set of empirical isochrones of solar metallicity, presenting an observational overview of the stellar evolution from visible to infrared within the studied age interval. Using *Gaia* photometry, we carried out unprecedented age calibrations based on morphological indices of CMDs based on color ( $\Delta(G_{BP} - G_{RP})_0$ ) and magnitude ( $\Delta G$ ) differences between the red clump and the turnoff. Our results show that PARSEC stellar evolution models present good agreement with empirical isochrones, mainly on the main sequence, where they tend to faithfully predict the difference  $\Delta G$ . However, they fail to demonstrate the difference  $\Delta(G_{BP} - G_{RP})_0$  for ages lower than  $\log[t] = 8.8$ , overestimating it. At the same time, they are systematically bluer in the low main sequence ( $M_G > 9$ ), especially for metallicities higher than the solar metallicity, showing that the models still present flaws in the color transformations in these luminosity intervals. Based on *Gaia* DR2 data, an unprecedented methodology was established for the search for new clusters in dense stellar fields based on overdensities in astrometric space. The methodology proved to be more effective than several machine learning methods, especially for sparse objects. We report the discovery of 62 new clusters with ages between  $6.9 < \log(t) < 9.55$ , distances between  $910 < d(pc) < 6300$  and color excess between  $0.15 < E(B - V) < 2.32$ , having between 10 and 600 members. The new objects are located in the Galactic disk ( $-200 < z < 200pc$ ), projected mainly towards the Galactic Bulge ( $-10 < l < 10$  deg,  $-5 < b < 5$  deg) and are less concentrated than the average Galactic clusters.

**Keywords:** star clusters; Milky Way; HR diagram.

# Lista de Figuras

Figura 1 – Distribuições de aglomerados abertos e globulares. . . . .	19
Figura 2 – Exemplos de aglomerados estelares. . . . .	20
Figura 3 – Distribuições de aglomerados abertos na vizinhança solar. . . . .	21
Figura 4 – Exemplos de diagrama HR. . . . .	25
Figura 5 – Exemplo de diagrama HR observacional. . . . .	26
Figura 6 – Exemplo de diagrama HR observacional (estrelas gigantes). . . . .	28
Figura 7 – Exemplo de diagramas HR observacionais de aglomerados abertos e globulares. . . . .	29
Figura 8 – Exemplo do índice morfológico $\Delta K$ . . . . .	31
Figura 9 – Exemplo de isócronas teóricas. . . . .	32
Figura 10 – Isócronas empíricas determinadas por J.C Mermilliod ([Mermilliod 1981]b). . . . .	34
Figura 11 – Isócronas empíricas determinadas por [Brasseur et al. 2010]. . . . .	36
Figura 12 – Idades determinadas em [Netopil et al. 2016] contra determinações recentes utilizando o <i>Gaia</i> DR2 (B2019, GC2018 e D2021). . . . .	43
Figura 13 – Raio em função distância heliocêntrica de aglomerados de acordo com D2002. . . . .	44
Figura 14 – Raio em função distância heliocêntrica de aglomerados de acordo com D2002. . . . .	44
Figura 15 – CMDs de diversos aglomerados abertos e filtros de cor e magnitude. . . . .	52
Figura 16 – Detecção do pico de movimento próprio para o aglomerado NGC 1039. . . . .	53
Figura 17 – Dispersão de movimento próprio de aglomerados abertos em função da distância. . . . .	54
Figura 18 – Dispersão média de $\mu_\alpha^*$ e $\mu_\delta$ de aglomerados abertos em função da distância ( $d > 1\text{kpc}$ ). . . . .	55
Figura 19 – Dispersão média de $\mu_\alpha^*$ e $\mu_\delta$ de aglomerados abertos em função da distância ( $d < 1\text{kpc}$ ). . . . .	56
Figura 20 – Filtros de movimento próprio para subamostras de perfil radial. . . . .	57
Figura 21 – Coordenadas equatoriais do aglomerado NGC 2099 superpostos com ajustes gaussianos. . . . .	58
Figura 22 – Perfis radiais de 6 aglomerados de diferentes distâncias. . . . .	59
Figura 23 – Exemplos de campo de comparação para descontaminação. . . . .	60
Figura 24 – Ajuste gaussiano 2D de movimento próprio. . . . .	61
Figura 25 – Filtro de movimento próprio para estabelecer membros mais prováveis de aglomerados abertos. . . . .	62

Figura 26 – Filtro de paralaxe para estabelecer membros mais prováveis de aglomerados abertos. . . . .	64
Figura 27 – Relação de movimentos próprios e paralaxes dos membros. . . . .	66
Figura 28 – Amostra final de membros dos aglomerados em diagramas cor-magnitude. . . . .	67
Figura 29 – Relação de dispersão média e excesso de cor. . . . .	69
Figura 30 – Sequências finas, sequencias moderadamente dispersas e sequencias dispersas. . . . .	71
Figura 31 – CMDs construídos a partir das magnitudes absolutas das estrelas dos 59 aglomerados nos diferentes sistemas fotométricos analisados. . . . .	72
Figura 32 – Exemplo de configurações das matrizes a serem comparadas para o caso onde $m=n=3$ . . . . .	74
Figura 33 – CMDs dos aglomerados Melotte 22 (esquerda) e NGC 2632 (direita). . . . .	76
Figura 34 – Cálculos de correlação entre as matrizes construídas a partir dos CMDs dos aglomerados Melotte 22 e NGC 2632. . . . .	77
Figura 35 – Mapa de correlação formado para a amostra de aglomerados. . . . .	78
Figura 36 – Mapa de correlação dos aglomerados levando em consideração o número de membros. . . . .	79
Figura 37 – Mapa de correlação formado para a amostra de aglomerados de sequências finas. . . . .	80
Figura 38 – CMDs em escala absoluta dos aglomerados mais jovens de nossa amostra. . . . .	80
Figura 39 – Conjunto de aglomerados utilizados como base para a formação dos grupos. É possível perceber que os objetos apresentam diferenças morfológicas evolutivas significativas. . . . .	81
Figura 40 – CMDs compostos em escala absoluta de magnitudes para os grupos de idades formados. . . . .	83
Figura 41 – Exemplos da atuação do algoritmo de suavização de curvas. . . . .	86
Figura 42 – Isócronas empíricas para grupos de idades para o <i>Gaia</i> . . . . .	87
Figura 43 – Isócronas empíricas para os 8 grupos de idade para o <i>Gaia</i> . . . . .	88
Figura 44 – Isócronas empíricas para aglomerados individuais. . . . .	88
Figura 45 – Isócrona empírica do grupo 1 de idades para o 2MASS. . . . .	89
Figura 46 – Isócronas empíricas para grupos de idades para o 2MASS. . . . .	90
Figura 47 – Isócronas empíricas para os 8 grupos de idade para o 2MASS. . . . .	91
Figura 48 – Isócronas empíricas para grupos de idades para o PAN-STARRs. . . . .	92
Figura 49 – Isócronas empíricas para os 8 grupos de idade para o PAN-STARRS. . . . .	92
Figura 50 – Isócronas empíricas para os 8 grupos de idade para o PAN-STARRS. . . . .	93
Figura 51 – Isócronas empíricas para os 8 grupos de idade para o PANSTARRS . . . . .	93
Figura 52 – Isócronas empíricas para grupos de idades para o APASS. . . . .	94
Figura 53 – Isócronas empíricas para os 8 grupos de idade para o APASS. . . . .	95
Figura 54 – Isócronas empíricas para os 8 grupos de idade para o APASS. . . . .	96

Figura 55 – Isócronas empíricas para os 8 grupos de idade para o APASS. . . . .	97
Figura 56 – Três novos aglomerados descobertos no VPD a partir de cortes em cor. . . . .	98
Figura 57 – Regiões de busca por novos aglomerados. . . . .	100
Figura 58 – Divisão das regiões de busca em sub-regiões . . . . .	101
Figura 59 – Cortes em cor e magnitude aplicados aos campos de busca . . . . .	102
Figura 60 – Processo de detecção de novos aglomerados através do VPD . . . . .	103
Figura 61 – Processo de detecção de novos aglomerados através de cartas celestes . . . . .	104
Figura 62 – Interface do IDL com parâmetros de comparação de aglomerados com a literatura. . . . .	106
Figura 63 – Perfis de densidade radial e ajustes de perfil de King . . . . .	109
Figura 64 – Exemplo do procedimento de descontaminação do espaço astrométrico . . . . .	110
Figura 65 – Ajuste de isócronas de aglomerados descobertos. . . . .	111
Figura 66 – Região de busca por novos aglomerados na direção do bojo Galáctico. . . . .	114
Figura 67 – Separação do conteúdo estelar de alguns aglomerados . . . . .	117
Figura 68 – Demarcação de cor e magnitude do clump de gigantes . . . . .	119
Figura 69 – Filtro de densidade estelar no CMD. . . . .	120
Figura 70 – Demarcação de cor e magnitude de turnoff. . . . .	121
Figura 71 – Regiões evolutivas demarcadas em modelos de PARSEC. . . . .	122
Figura 72 – Demarcação de turnoff e clump de gigantes de acordo com modelos de PARSEC. . . . .	123
Figura 73 – Cores e magnitudes do turnoff e do clump de gigantes de acordo com modelos de PARSEC. . . . .	123
Figura 74 – Comparação de propriedades dos aglomerados com a literatura. . . . .	127
Figura 75 – Valores de raio de nossos aglomerados em função dos valores da literatura. . . . .	127
Figura 76 – Relações $\Delta G$ , $\Delta K$ e $\Delta V$ . . . . .	128
Figura 77 – Valores da literatura de NGC2354. . . . .	129
Figura 78 – Diagrama cor magnitude nos filtros B e V de NGC2354. . . . .	130
Figura 79 – Histogramas das idades dos novos aglomerados e aglomerados conhecidos. . . . .	132
Figura 80 – Aglomerados recém-descobertos (este trabalho) e aglomerados encon- trados em CG+2020. . . . .	134
Figura 81 – Cores e magnitudes médias do clump de gigantes nos aglomerados. . . . .	137
Figura 82 – Diferença de cor e magnitude entre o clump de gigantes e turnoff. . . . .	139
Figura 83 – Relação linear a partir de indicador morfológico de idade $\Delta K$ . . . . .	141
Figura 84 – Relação linear a partir de indicador morfológico de idade $\Delta V$ . . . . .	142
Figura 85 – Relações linear e quadrática. . . . .	143
Figura 86 – Relações lineares de indicadores morfológicos com a metalicidade. . . . .	144
Figura 87 – Relação quadrática entre idade, metalicidade e índices morfológicos. . . . .	145
Figura 88 – Isócronas empíricas e modelos. . . . .	147
Figura 89 – Isócronas empíricas e modelos. . . . .	148

Figura 90 – Isócronas empíricas e modelos. . . . .	150
Figura 91 – Isócronas empíricas e modelos. . . . .	151
Figura 92 – Isócronas empíricas e modelos. . . . .	152
Figura 93 – Isócronas empíricas e modelos. . . . .	153
Figura 94 – Cálculos de índices morfológicos e idades . . . . .	155
Figura 95 – Resíduos e comparação de idades obtidas a partir de $\Delta_G$ e $\Delta_K$ . . . . .	155
Figura 96 – Comparação de idades obtidas com a literatura. . . . .	156
Figura 97 – Ajustes de isócronas empíricas em CMDs de aglomerados estelares. . . . .	158
Figura 98 – Comparação dos valores de distância e excesso de cor obtidos em ajustes de isócronas empíricas com a literatura. . . . .	159
Figura 99 – Cor e magnitude integrada em função da idade. . . . .	160
Figura 100 – Diagramas cor-cor a partir das cores integradas. . . . .	160
Figura 101 – Marcação dos centros dos aglomerados. . . . .	191
Figura 102 – Marcação dos centros dos aglomerados. . . . .	192
Figura 103 – Marcação dos centros dos aglomerados. . . . .	193
Figura 104 – Marcação dos centros dos aglomerados. . . . .	194
Figura 105 – Marcação dos centros dos aglomerados. . . . .	195
Figura 106 – Perfis de densidade radial dos aglomerados. . . . .	196
Figura 107 – Perfis de densidade radial dos aglomerados. . . . .	197
Figura 108 – Perfis de densidade radial dos aglomerados. . . . .	198
Figura 109 – Perfis de densidade radial dos aglomerados. . . . .	199
Figura 110 – Perfis de densidade radial dos aglomerados. . . . .	200
Figura 111 – Relação de movimentos próprios e paralaxes dos membros. . . . .	201
Figura 112 – Relação de movimentos próprios e paralaxes dos membros. . . . .	202
Figura 113 – Relação de movimentos próprios e paralaxes dos membros. . . . .	203
Figura 114 – Relação de movimentos próprios e paralaxes dos membros. . . . .	204
Figura 115 – Relação de movimentos próprios e paralaxes dos membros. . . . .	205
Figura 116 – Relação de movimentos próprios e paralaxes dos membros. . . . .	206
Figura 117 – Relação de movimentos próprios e paralaxes dos membros. . . . .	207
Figura 118 – Relação de movimentos próprios e paralaxes dos membros. . . . .	208
Figura 119 – Relação de movimentos próprios e paralaxes dos membros. . . . .	209
Figura 120 – Relação de movimentos próprios e paralaxes dos membros. . . . .	210
Figura 121 – Relação de movimentos próprios e paralaxes dos membros. . . . .	211
Figura 122 – Relação de movimentos próprios e paralaxes dos membros. . . . .	212
Figura 123 – Relação de movimentos próprios e paralaxes dos membros. . . . .	213
Figura 124 – Relação de movimentos próprios e paralaxes dos membros. . . . .	214
Figura 125 – Relação de movimentos próprios e paralaxes dos membros. . . . .	215
Figura 126 – Diagramas cor-magnitude dos aglomerados. . . . .	216
Figura 127 – Diagramas cor-magnitude dos aglomerados. . . . .	217

Figura 128–Diagramas cor-magnitude dos aglomerados. . . . .	218
Figura 129–Diagramas cor-magnitude dos aglomerados. . . . .	219
Figura 130–Diagramas cor-magnitude dos aglomerados. . . . .	220

# Lista de Tabelas

Tabela 1	– Tabela contendo idades, distâncias, excessos de cor e metalicidades de aglomerados estelares. . . . .	42
Tabela 2	– Parâmetros astrométricos da lista de aglomerados caracterizados . . .	65
Tabela 3	– Características dos grupos de idades formados. . . . .	84
Tabela 4	– Parâmetros astrofísicos do aglomerado NGC2354 da literatura . . . .	129
Tabela 5	– Impacto dos aglomerados descobertos nesse trabalho sobre a população local de aglomerados abertos. . . . .	132
Tabela 6	– Valores médios calculados para $M_G$ e $M_K$ . . . . .	136
Tabela 7	– Idade e metalicidade presentes em N2016 e valores dos índices morfológicos dos aglomerados. . . . .	140
Tabela 8	– Coeficientes da relação estabelecida na Equação 6.6. . . . .	144
Tabela 9	– Coeficientes de qualidade dos ajustes lineares e polinomiais estabelecidos. 144	
Tabela 10	– Parâmetros astrofísicos da literatura dos aglomerados selecionados para testes. . . . .	154
Tabela 11	– Índices morfológicos de idade calculados para aglomerados. . . . .	154
Tabela 12	– Parâmetros astrofísicos distância e excesso de cor obtidos para os aglomerados a partir de ajustes de isócronas empíricas. . . . .	157
Tabela 13	– Cortes de movimento próprio e cor. . . . .	179
Tabela 14	– Valores limite de paralaxe para os aglomerados. . . . .	180
Tabela 15	– Valores de bins adotados por cluster para os histogramas e rdp. . . . .	181
Tabela 16	– Parâmetros dos ajustes dos histogramas 2d e 1d de movimento próprio e paralaxe, respectivamente. . . . .	182
Tabela 17	– Parâmetros astrofísicos da literatura. . . . .	183
Tabela 18	– Valores centrais de cor e magnitude dos filtros em forma de caixa. . .	184
Tabela 19	– Valores de cores e magnitudes absolutas dos clumps de gigantes e suas respectivas incertezas calculados no Capítulo 5. . . . .	185
Tabela 20	– Valores de cores e magnitudes absolutas de turnoffs e suas respectivas incertezas calculados no Capítulo 5. . . . .	186
Tabela 21	– Valores limites de magnitude e massa da sequência principal, número de estrelas, número de estrelas gigantes e blue straggler para os aglomerados. 187	
Tabela 22	– Valores de magnitudes integradas aparentes e suas incertezas para as bandas $G$ , $G_{BP}$ , $G_{RP}$ , $J$ , $H$ e $K_S$ . . . . .	188
Tabela 23	– Valores de magnitudes integradas absolutas para as bandas $G$ , $G_{BP}$ , $G_{RP}$ , $J$ , $H$ e $K_S$ . . . . .	189

# Sumário

<b>1</b>	<b>INTRODUÇÃO</b>	<b>18</b>
1.1	Aglomerados Estelares e a Via Láctea	18
1.2	O censo de aglomerados estelares	21
1.3	O diagrama HR e evolução estelar	24
1.4	Clump de gigantes como indicador de distâncias e idades	30
1.5	Modelos de evolução estelar	31
1.6	Sequências empíricas de aglomerados estelares	33
1.7	Objetivos	37
<b>2</b>	<b>METODOLOGIA: AMOSTRA DE AGLOMERADOS E SEPARAÇÃO DE MEMBROS</b>	<b>39</b>
2.1	Dados utilizados	39
2.1.1	Sobre os Surveys	39
2.2	Seleção de aglomerados estelares	40
2.3	Extração de dados e controle de qualidade dos catálogos utilizados	43
2.3.1	<i>Gaia</i> DR2	45
2.3.2	2MASS	46
2.3.3	PAN-STARRS DR1	47
2.3.4	APASS DR9	47
2.4	Listas de membros dos aglomerados	47
2.4.1	Detecção do pico de movimento próprio	50
2.4.2	Máscara de movimento próprio, determinação de centro e perfil radial	51
2.4.2.1	Máscara de movimento próprio	51
2.4.2.2	Determinação de centro e perfil radial	54
2.4.3	Ajuste e restrição de movimento próprio das amostras	56
2.4.4	Restrição de paralaxe das amostras	60
2.5	Listas de membros e CMDs	63
<b>3</b>	<b>ISÓCRONAS EMPÍRICAS</b>	<b>68</b>
3.1	Construção de uma base de dados para os 59 OCs	68
3.2	Inspeção e classificação dos CMDs	69
3.3	Conversão das quantidades observacionais para quantidades absolutas	70
3.4	Separação dos aglomerados em grupos de idades e comparação estatística dos CMDs	71
3.5	Correlação aplicada aos CMDs	75
3.5.1	Mapa de correlações	77

3.5.2	Tentativa de agrupamento dos aglomerados . . . . .	79
3.5.3	Grupos de idade . . . . .	83
3.5.4	Limitações do método . . . . .	84
3.6	Construção de isócronas empíricas . . . . .	84
3.6.1	Isócronas empíricas: <i>Gaia DR2</i> . . . . .	86
3.6.2	Isócronas empíricas: 2MASS . . . . .	87
3.6.3	Isócronas empíricas: PAN-STARRs DR1 . . . . .	89
3.6.4	Isócronas empíricas: APASS DR9 . . . . .	90
<b>4</b>	<b>BUSCA DE NOVOS AGLOMERADOS ESTELARES A PARTIR DE DADOS DO GAIA DR2 . . . . .</b>	<b>98</b>
4.1	Metodologia: Busca por aglomerados . . . . .	99
4.2	Descoberta de 25 novos aglomerados . . . . .	99
4.2.1	Regiões investigadas . . . . .	100
4.2.2	Filtros aplicados às regiões . . . . .	100
4.2.3	Inspeção visual em VPDs e cartas celestes . . . . .	101
4.3	Método de validação das descobertas: Construção de uma base de dados de OCs conhecidos . . . . .	103
4.4	Caracterização dos aglomerados . . . . .	107
4.4.1	Centro, perfil radial e parâmetros estruturais . . . . .	108
4.4.2	Separação de membros . . . . .	108
4.4.3	Determinação de parâmetros astrofísicos . . . . .	111
4.4.4	Aglomerados encontrados . . . . .	112
4.5	Descoberta de 34 novos aglomerados na direção do bojo . . . . .	113
4.5.1	Região de busca e objetos identificados . . . . .	113
<b>5</b>	<b>CONTEÚDO ESTELAR E PROPRIEDADES DO HR DE AGLOMERADOS ESTELARES . . . . .</b>	<b>115</b>
5.1	Inspeção dos ajustes de isócronas dos aglomerados e demarcação de estrelas . . . . .	115
5.1.1	Anãs brancas . . . . .	115
5.1.2	Filtros de estrelas gigantes e blue stragglers . . . . .	115
5.1.3	Demarcação do <i>clump</i> de gigantes . . . . .	116
5.1.4	Demarcação de cor e magnitude de turnoff . . . . .	118
5.2	Cálculos de magnitude de clump e turnoff para modelos de PARSEC . . . . .	120
5.2.1	Magnitudes integradas . . . . .	122
<b>6</b>	<b>RESULTADOS E DISCUSSÃO . . . . .</b>	<b>126</b>
6.1	Pertinência dos membros . . . . .	126
6.2	Discussão particular sobre os aglomerados estudados . . . . .	126
6.2.1	NGC2354 . . . . .	126

6.2.2	Saturação . . . . .	130
6.3	Novos aglomerados . . . . .	131
6.4	25 novos aglomerados . . . . .	131
6.4.1	Impacto das descobertas sobre objetos conhecidos e na Galáxia: Bojo . . . . .	131
6.4.2	Resultados do estudo e propriedades gerais dos novos objetos . . . . .	133
6.5	Objetos do catálogo UFMG de aglomerados abertos . . . . .	133
6.6	Ramo de gigantes . . . . .	135
6.6.1	Clump de Gigantes como indicador de distância . . . . .	135
6.6.2	Clump de gigantes como indicador de idades . . . . .	136
6.7	Calibração de idades . . . . .	139
6.7.1	2MASS . . . . .	140
6.7.2	APASS . . . . .	141
6.7.3	Gaia . . . . .	141
6.7.4	Forma geral da equação a partir de dados do <i>Gaia</i> . . . . .	143
6.8	Isócronas empíricas . . . . .	146
6.8.1	Grupos mais jovens e pré-sequência principal . . . . .	146
6.8.2	Baixa sequência principal . . . . .	147
6.8.3	Distância clump-turnoff . . . . .	149
6.8.4	CMDs compostos e isócronas empíricas . . . . .	149
6.9	Testes em aglomerados estelares . . . . .	153
6.9.1	Cálculo do índice morfológico de idade . . . . .	154
6.9.2	Cálculo do índice morfológico de idade: comparação com a literatura . . . . .	154
6.9.3	Ajuste de isócronas empíricas . . . . .	157
6.9.4	Magnitudes integradas . . . . .	158
<b>7</b>	<b>CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS . . . . .</b>	<b>161</b>
7.1	Conclusões . . . . .	161
7.2	Perspectivas . . . . .	163
7.3	Agradecimentos (dados) . . . . .	164
	<b>REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS . . . . .</b>	<b>165</b>
	<b>A APÊNDICE A . . . . .</b>	<b>178</b>
A.1	Parâmetros astrofísicos da literatura . . . . .	178
A.2	Tabelas de cores e magnitudes dos clumps de gigantes . . . . .	180
A.3	Magnitudes integradas . . . . .	180
	<b>B APÊNDICE B . . . . .</b>	<b>190</b>
	<b>C APÊNDICE . . . . .</b>	<b>221</b>

C.1	Trabalhos como primeiro autor . . . . .	221
C.2	Trabalhos como co-autor . . . . .	221

# 1 Introdução

## 1.1 Aglomerados Estelares e a Via Láctea

Um aglomerado estelar é definido como um conjunto de estrelas ligadas gravitacionalmente que apresentam uma origem em comum. Dessa forma, suas estrelas apresentam idades e composições químicas similares. Os aglomerados estelares são classificados em dois tipos em nossa Galáxia: aglomerados abertos e aglomerados globulares.

Aglomerados abertos são objetos jovens, fracamente ligados gravitacionalmente e ricos em conteúdo metálico quando comparados aos aglomerados globulares. Os aglomerados abertos possuem de centenas a milhares de estrelas e de acordo com [Dias et al. 2002] (de agora em diante D2002) e [Piskunov et al. 2007], possuem idades entre 1 Manos e 10 Ganos, massas entre  $10$  e  $10^4 M_{\odot}$  e ocupam geralmente o disco da Galáxia (painel esquerdo Fig. 1).

Por outro lado os aglomerados globulares são objetos antigos encontrados na região do Halo e no Bojo da Galáxia. São objetos pobres em metais, de aparência esférica, possuem idades entre 6 e 13 Ganos [Kharchenko et al. 2013] (de agora em diante K2013), massas que podem chegar a  $10^6 M_{\odot}$  e possuir até  $10^6$  membros [Friel 1995] (painel direito Fig. 1). A Figura 2 mostra exemplos de imagens de aglomerados abertos dentro de um grande intervalo de idades e um aglomerado globular.

Ao se formar, um aglomerado aberto passa por processos físicos que envolvem a evolução das estrelas-membro, a dinâmica interna e a interação com sua vizinhança. Nos períodos iniciais de sua evolução (fase embebida), os aglomerados abertos estão associados ao gás e poeira interestelares, portanto associados às regiões de formação estelar [Lada & Lada 2003]. A fase embebida se estende até cerca de 3 Manos. A partir desse período nota-se a ocorrência de supernovas [Eggleton 2006]. É esperado que as supernovas ejetem todo o gás que não foi removido pelos ventos e radiação das estrelas OB.

Em seguida, o aglomerado entra na fase de dissolução entre 100 Manos e 1 Gano, quando é afetado amplamente por processos dinâmicos internos (interação gravitacional entre as suas estrelas), a ação dos efeitos destrutivos causados pelas forças de maré da Galáxia e colisões com nuvens moleculares ([Portegies Zwart, McMillan & Gieles 2010]). Os aglomerados mais velhos, que já se encontram em estado de dissolução, são os melhores objetos para se estabelecer um limite inferior de idade para o disco Galáctico [van den Bergh & McClure 1980, Friel 1995, Carraro et al. 2007].

A partir de informações de idade, distância, metalicidade e avermelhamento interestelar de aglomerados estelares, podemos compor um panorama da Via Láctea. Por

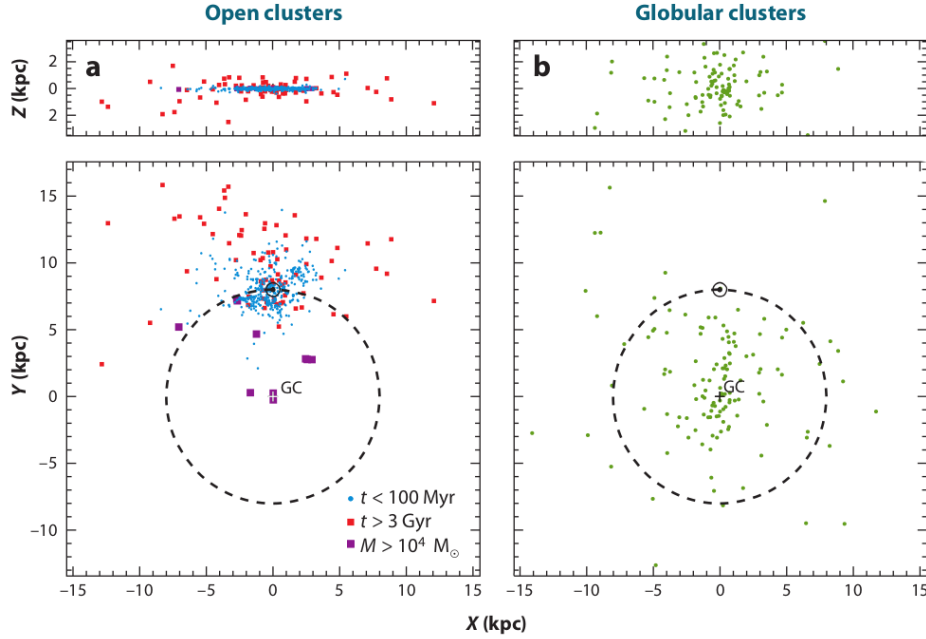


Figura 1 – Painéis esquerdos: Distribuição espacial dos aglomerados abertos na vizinhança solar a partir de dados de D2002. Painéis direitos: O mesmo, porém para aglomerados globulares a partir de dados de [Harris 1996]. GC indica o centro Galáctico e a linha pontilhada representa o círculo solar (Figura 1 de [Portegies Zwart, McMillan & Gieles 2010]).

exemplo, a partir de informações de aglomerados estelares na vizinhança solar (distância heliocêntrica inferior a  $\sim 2.5$  kpc), [Piskunov et al. 2018] mostraram que as distribuições de idades dos aglomerados são similares na vizinhança solar e nos braços espirais de Perseu e Sagitário, indicando que essas estruturas provavelmente tiveram histórias de formação similares. A determinação do gradiente de metalicidade do disco Galáctico (a metalicidade decresce com a distância Galactocêntrica) pode ser realizada a partir de dados de distância e metalicidade de aglomerados estelares ([Friel 1995, Netopil et al. 2016]).

De forma geral, os aglomerados abertos jovens, que estão relacionados às regiões de formação estelar, se encontram distribuídos principalmente no disco fino, no plano Galáctico, e tendem a moldar os braços espirais na vizinhança solar, estando assim relacionados à história recente de formação dessas estruturas. Por outro lado os aglomerados mais velhos tendem a apresentar uma distribuição mais esparsa com relação ao plano, compondo parte das populações do disco fino e espesso ([Friel 1995, Kharchenko et al. 2013, Piskunov et al. 2018, Cantat-Gaudin et al. 2020]), como pode ser visto nos painéis da Figura 1 e da Fig. 3. Os aglomerados estelares também apresentam distribuições de velocidades similares àquelas apresentadas por estrelas de campo na vizinhança solar, onde aglomerados de idade superiores a 1 bilhão de anos, além de possuírem grandes espalhamentos de distância vertical com relação do disco, também apresentam dispersões de velocidade vertical similares às apresentadas por estrelas do disco espesso ([Antoja et al. 2018], [Soubiran et

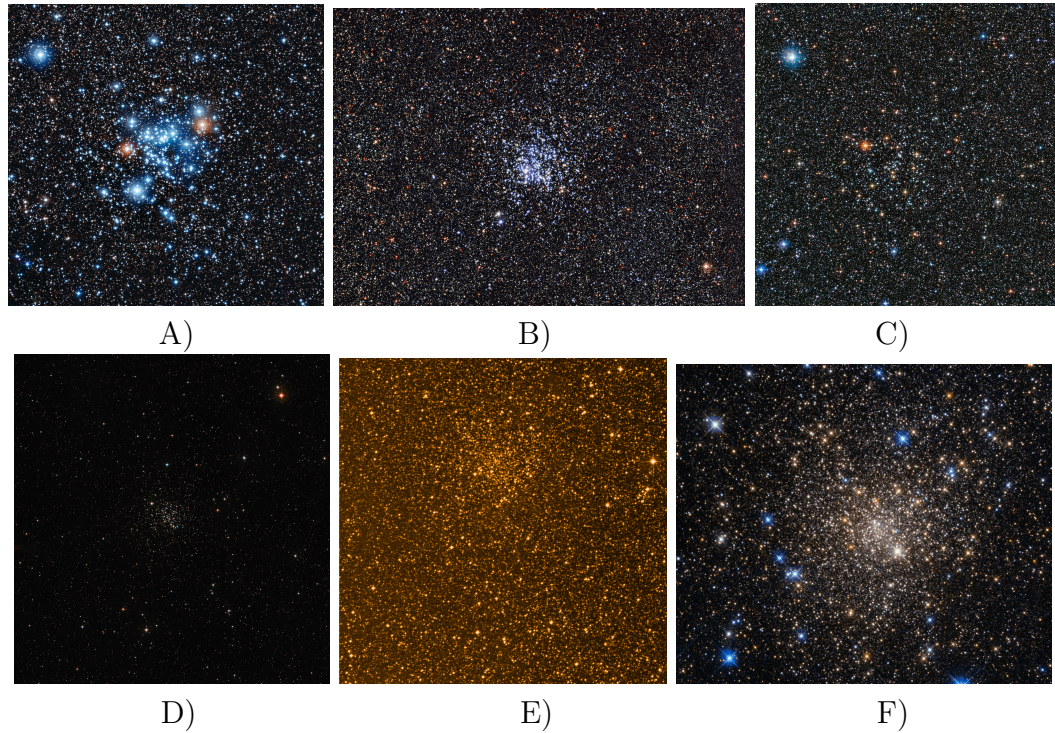


Figura 2 – Exemplos de aglomerados estelares. A) Aglomerado aberto NGC 3766 , um aglomerado jovem com cerca de 20 milhões de anos de acordo com D2002, imagem de 25.00 x 23.98 arcmin. Créditos: ESO. B) Aglomerado aberto NGC 6705 , um aglomerado de idade intermediária com cerca de 320 milhões de anos de acordo com K2013, imagem de 35.59 x 25.70 arcmin. Créditos: ESO. C) Aglomerado aberto IC 4651, um aglomerado velho com cerca de 1.8 billhão de anos de acordo com K2013, imagem de 33.63 x 33.59 arcmin. Créditos: ESO. D) Aglomerado aberto M67 , um aglomerado velho com cerca de 3 bilhões de anos de acordo com D2002, imagem de 113.49 x 118.80 arcmin. Créditos: ESO/Digitized Sky Survey 2, agradecimentos: Davide De Martin. E) Aglomerado aberto Collinder 261, um aglomerado muito velho com cerca de 9 bilhões de anos de acordo com D2002, imagem de 29.91 x 29.85 arcmin. Créditos: ESO/Digitized Sky Survey. F) Aglomerado globular Terzan 1, um aglomerado globular com cerca de 12,5 bilhões de anos de acordo com K2013, imagem de 1.80 x 1.53 arcmin. Créditos: NASA & ESA, agradecimentos: Judy Schmidt (Geckzilla).

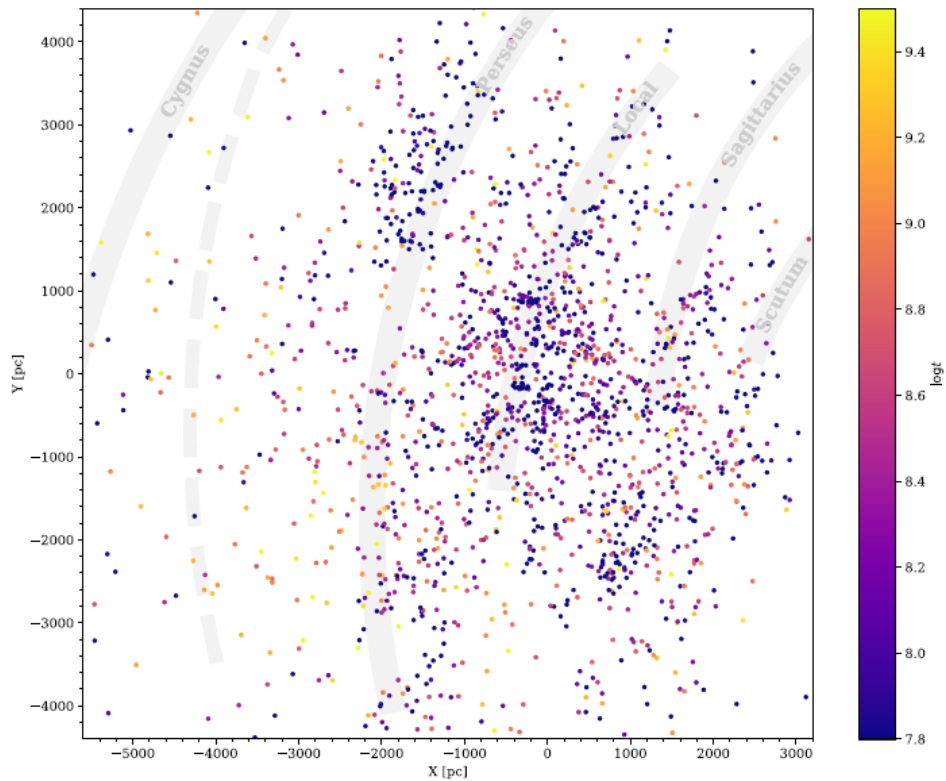


Figura 3 – Distribuição espacial dos aglomerados abertos na vizinhança solar (Painel superior da Figura 8 de [Cantat-Gaudin et al. 2020]). Os eixos X e Y correspondem às coordenadas cartesianas dos aglomerados no plano Galáctico. A barra lateral representa as idades dos aglomerados, enquanto que os braços espirais são representações de modelos de [Reid et al. 2014] (áreas hachuradas cinzas) e [Reid et al. 2019] (linha pontilhada).

al. 2018]).

## 1.2 O censo de aglomerados estelares

Antes do advento da missão *Gaia* ([Gaia Collaboration et al. 2016]), existiam cerca de 2500 aglomerados de estrelas com parâmetros determinados na literatura (D2002; K2013). No entanto, recentemente [Bica et al. 2019] mostraram que o censo real de aglomerados de estrelas Galácticos, associações e candidatos atingem um número superior a 10.000 objetos (embora muitos deles sejam asterismos, aglomerados embebidos ou aglomerados globulares), mostrando que há muito mais objetos não estudados do que os estudados. Em um sentido estatístico, quanto mais aglomerados são descobertos e devidamente caracterizados, mais somos capazes de compreender a estrutura Galáctica e sua evolução química e dinâmica.

Tendo em vista que a maior parte dos aglomerados brilhantes, visualmente distinguíveis das estrelas de campo, já se encontra presente nos principais catálogos, os esforços

para a busca de novos objetos ficaram direcionados para a detecção de aglomerações de estrelas a partir de suas densidades espaciais em relação ao fundo ( [Froeblich, Scholz & Raftery 2007, Kronberger et al. 2006]). Por outro lado, a partir dos novos dados disponíveis da missão *Gaia*, a busca por novos objetos em outros espaços de parâmetros tornou-se possível. Por exemplo, a distinção entre aglomerado de estrelas e estrelas do campo tornou-se possível analisando os locus de estrelas do aglomerado no espaço astrométrico a partir da alta precisão dos conjuntos de novos dados disponibilizados da missão *Gaia* (*Gaia* DR2 [Gaia Collaboration et al. 2018, Evans et al. 2018] e *Gaia* EDR3 [Gaia Collaboration et al. 2020]).

Os dados do *Gaia* DR2 contém informações astrométricas e fotométricas para um número sem precedentes de estrelas para todo o céu. A fotometria e astrometria de alta precisão contida neste conjunto de dados permitiu a caracterização e a análise mais refinada dos aglomerados estelares, pois a disponibilidade de dados de paralaxe e movimento próprio permitem uma melhor separação das populações estelares dos aglomerados daquelas do campo e ainda permitem a busca por novos objetos por meio deste espaço de parâmetros. A partir do *Gaia* DR2 milhares de novos aglomerados foram recentemente encontrados, sendo a maioria deles projetados em campos densos de estrelas, o que incrementou aproximadamente 20% no número total de objetos conhecidos com apenas um ano de disponibilidade dos dados [Ryu & Lee 2018, Cantat-Gaudin et al. 2018, Castro-Ginard et al. 2018, Torrealba, Belokurov & Koposov 2018, Sim et al. 2019, Ferreira et al. 2019].

Porém a separação entre membros fiduciais de aglomerados abertos de estrelas do campo em uma região de alta densidade do disco Galáctico é uma tarefa desafiadora. Alguns grupos de pesquisa se dedicam a busca de novos objetos e para isso aplicam ferramentas automatizadas a partir de diferentes algoritmos aos dados do *Gaia*. Estas são ferramentas úteis e necessárias para detectar tais objetos em meio a uma quantidade tão grande de dados a serem processados.

Por exemplo, [Cantat-Gaudin et al. 2018] utilizaram um código de atribuição de associação não supervisionado, UPMASK, para procurar por aglomerados abertos no espaço astrométrico a partir de dados do *Gaia* DR2. Eles obtiveram os membros mais prováveis, parâmetros astrométricos médios e distâncias para mais de 1200 aglomerados abertos, ao mesmo tempo que relataram a descoberta de 60 novos aglomerados abertos. [Castro-Ginard et al. 2019] encontraram 53 novos aglomerados abertos usando um algoritmo de agrupamento não supervisionado, baseado em densidade, DBSCAN. Os autores relataram os novos objetos, bem como determinaram seus parâmetros astrométricos médios e membros mais prováveis. [Cantat-Gaudin et al. 2019] encontraram 41 novos aglomerados abertos localizados no braço de Perseus usando modelos de mistura gaussiana. Os autores aplicaram o código UPMASK, para caracterizar os candidatos e, em seguida, inspecionaram visualmente os CMDs para validar os objetos detectados como um novo

aglomerado aberto. Os parâmetros astrométricos médios e os membros mais prováveis desses objetos também foram relatados. [Liu & Pang 2019] detectaram 2443 candidatos a aglomerados de estrelas usando um algoritmo de agrupamento no espaço astrométrico 5-D ( $l^1$ ,  $b^2$ ,  $\varpi^3$ ,  $\mu_\alpha^*$ <sup>4</sup>,  $\mu_\delta^5$ ). Os autores caracterizaram todos os objetos encontrados por um esquema de ajustes automatizados de isócronas determinando distâncias, excessos de cor, metalicidades e também os parâmetros astrométricos médios. Os autores associam aos objetos descobertos um esquema de classificação que leva em consideração a qualidade do ajuste de isócronas, atribuindo 76 dos objetos encontrados de alta confiança, como novos candidatos a aglomerados abertos. Mais recentemente, [Castro-Ginard et al. 2020] descobriram 582 novos aglomerados abertos, aplicando um algoritmo de agrupamento não supervisionado para encontrar sobredensidades em um espaço de parâmetro de cinco dimensões ( $l$ ,  $b$ ,  $\varpi$ ,  $\mu_\alpha^*$ ,  $\mu_\delta$ ).

Por outro lado, [Sim et al. 2019] realizaram a inspeção visual dos dados astrométricos e fotométricos *Gaia* DR2 a fim de procurar por novos objetos, resultando na descoberta de 207 novos aglomerados abertos dentro de 1 kpc do sol. Os autores também caracterizaram os objetos recém-descobertos, encontrando suas idades, distâncias, tamanhos e parâmetros astrométricos médios. Outros autores, de maneira similar, encontraram objetos através de inspeções manuais aos dados, mostrando que os métodos não supervisionados ainda não são capazes de detectar objetos de baixo contraste projetados em campos estelares densos ([Ferreira et al. 2019], [Ferreira et al. 2020], [Ferreira et al. 2021], [Casado 2021]). Especialmente na direção do Bojo Galáctico, recentemente houve um incremento de cerca de 20% no número de objetos na região, mostrando que a busca por meio de metodologias convencionais interativas por estes objetos ainda mostra-se muito importante ([Ferreira et al. 2021]).

Espera-se que nos próximos anos o número de objetos com seus parâmetros determinados aumente, tanto por conta da descoberta de novos aglomerados quanto pela determinação de parâmetros daqueles que ainda não foram estudados. A alta qualidade astrométrica do *Gaia* permite determinar com grande precisão a pertinência de estrelas aos aglomerados estelares, o que torna mais precisa a determinação de idade, distância e excesso de cor. Ao cruzar informações de diferentes catálogos de diferentes estudos, [He et al. 2022] fizeram uma estimativa grosseira (podendo ainda haver ambigüidades nos catálogos utilizados) onde apontam um valor total de cerca de 6,000 aglomerados de estrelas na Via-Láctea. Este número representa os objetos já conhecidos e que foram re-caracterizados com os dados do *Gaia* e objetos recém-descobertos com o *Gaia*. Os autores afirmam que a literatura ainda carece de uma base de dados unificada. Neste contexto,

---

<sup>1</sup> Longitude Galáctica

<sup>2</sup> Latitude Galáctica

<sup>3</sup> Paralaxe

<sup>4</sup> Movimento próprio em ascensão reta

<sup>5</sup> Movimento próprio em declinação

estamos produzindo um catálogo geral a partir da compilação dos diversos catálogos aqui mencionados, porém o mesmo se encontra fora do escopo deste trabalho.

### 1.3 O diagrama HR e evolução estelar

O diagrama de Hertzsprung-Russell (diagrama HR) é uma das ferramentas mais importantes em estudos estelares. Trata-se de um diagrama que ilustra empiricamente a relação entre a temperatura efetiva (ou índice de cor ou o tipo espectral) e luminosidade (ou magnitude absoluta). A posição de uma estrela no diagrama HR é dada principalmente por sua massa inicial, composição química e idade, mas efeitos como rotação, vento estelar, campo magnético, abundância química, também exercem influência. Uma representação desse tipo de diagrama pode ser visto na Figura 4. As estrelas cujos núcleos têm reações nucleares convertendo Hidrogênio em Hélio localizam-se numa região específica do diagrama HR definida como Sequência Principal. Já aquelas que esgotaram a queima de H no núcleo estão na região Pós-Sequência Principal. Estrelas que nem sequer iniciaram as reações nucleares de forma estável estão localizadas na região denominada Pré-Sequência Principal.

Através de fotometria, podemos medir os fluxos das estrelas dentro de pequenas faixas espectrais e associar valores de magnitudes aos mesmos, o que nos fornece a magnitude aparente da estrela. Também é possível definir índices de cor ao tomar a razão de fluxos em diferentes faixas espectrais (ou diferenças de magnitude), o que nos fornece a temperatura efetiva de uma estrela. Essas duas quantidades são utilizadas para a construção do Diagrama Cor-Magnitude (color-magnitude diagram ou CMD). Porém, o fluxo das estrelas depende da distância ao observador e do quanto o mesmo é absorvido e espalhado por gás e poeira existente entre a estrela e o observador, o que chamamos de extinção interestelar. A extinção interestelar afeta de forma mais significativa a radiação de faixas de frequência mais elevadas, tornando as estrelas mais vermelhas, sendo que a diferença observada no índice de cor é chamada de excesso de cor ou avermelhamento interestelar.

Dessa forma, é possível construir CMDs absolutos (ou diagramas HR observacionais) de uma amostra de estrelas convertendo as magnitudes aparentes  $m_\lambda$  em magnitudes absolutas  $M_\lambda$  ao considerar os efeitos da distância ( $d_{pc}$ ) e extinção interestelar  $A_\lambda$ , como mostrado na Equação 1.1, onde o termo em parenteses é definido como módulo de distância.

$$M_\lambda = m_\lambda - A_\lambda - (5 \times \log_{10}(d_{pc}) - 5) \quad (1.1)$$

Antes do advento da missão *Gaia*, o diagrama HR observacional da vizinhança solar mais completo poderia ser obtido ao combinar dados da missão Hipparcos [Perryman et al. 1995] (para representar estrelas mais brilhantes) com catálogos de estrelas próximas, a fim de representar as estrelas de mais baixa massa (por exemplo [Gliese & Jahreiß 1991]; [Henry

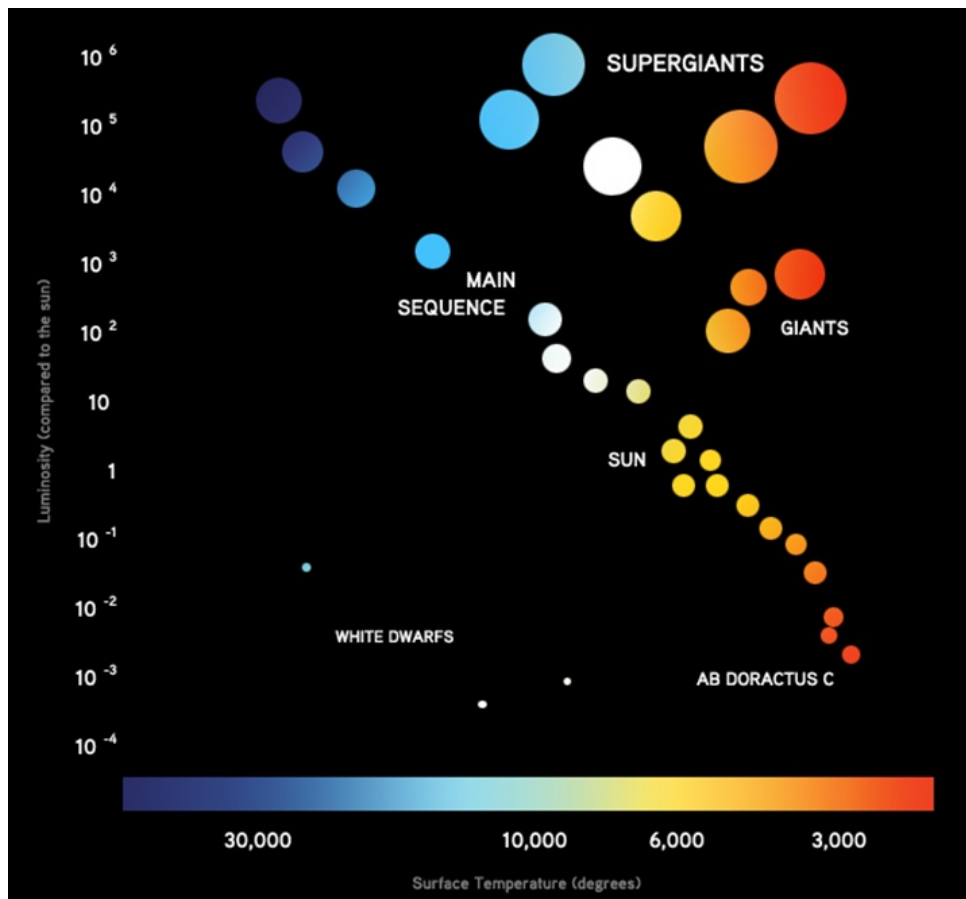


Figura 4 – Posições esperadas para estrelas de massas diferentes e idades diferentes no Diagrama HR. Estrelas cujos núcleos ocorrem reações nucleares que convertem Hidrogênio em Hélio estão localizadas na região denominada como sequência principal (main sequence). Anãs marrons ficam localizadas no canto inferior direito do diagrama (estrelas frias e pouco luminosas, por exemplo, AB Doradus C). Quando as estrelas iniciam a queima de elementos mais pesados que o Hidrogênio, se tornam gigantes (giants no diagrama) ou supergigantes (supergiants no diagrama), o que depende principalmente de suas massas. Estrelas de massa similares à do Sol, se tornarão anãs brancas (white dwarfs no diagrama) e ocuparão a região inferior esquerda do diagrama (estrelas quentes e pouco luminosas). Créditos:ESO

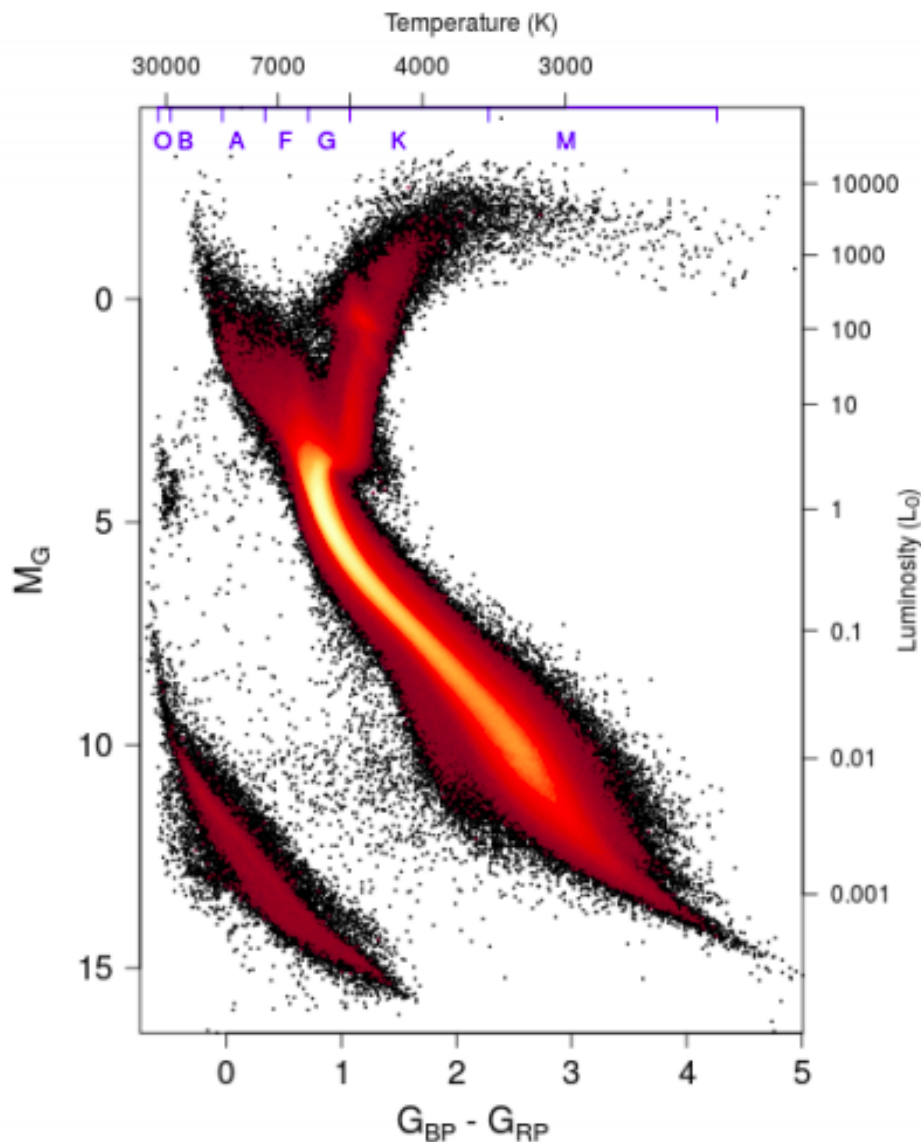


Figura 5 – Diagrama HR observacional obtido em [Gaia Collaboration et al. 2018], onde estão representadas 4,276,690 de estrelas da vizinhança solar de baixa extinção. As cores representam a raiz quadrada do número de estrelas. As luminosidades e temperaturas aproximadas das estrelas de sequência principal também estão representadas (Figura 5 de [Gaia Collaboration et al. 2018]).

& Jao 2015]). Mais recentemente, [Gaia Collaboration et al. 2018] utilizaram os dados do *Gaia* DR2 para construir diagramas HR observacionais e mostrar suas estruturas mais finas (Figura 5), onde também representaram escalas de temperatura efetiva e luminosidade. No diagrama fica evidente a existência de estrelas nas diversas fases evolutivas, onde podemos notar principalmente a sequência principal ricamente populada, o ramo de gigantes e uma sequência de estrelas no *locus* esperado para anãs brancas.

Quando analisamos um diagrama HR construído para estrelas mais brilhantes (Figura 6), podemos notar as estruturas mais finas do ramo de gigantes.

- **Clump de gigantes ou red clump (RC):** Uma das características mais proeminentes do diagrama, com posição média em aproximadamente  $G_{BP} - G_{RP} = 1.2$ ,  $M_G = 0.5$  mag, na qual corresponde a posição das estrelas gigantes de baixa massa que se encontram na fase de queima de Hélio no núcleo. Essa característica é amplamente estudada na literatura [Grocholski & Sarajedini 2002, Bilir et al. 2013, Onozato et al. 2019]. [Girardi 2016] apresenta uma revisão específica dessa região do diagrama HR. O RC costuma aparecer frequentemente em populações estelares mais velhas que 1 bilhão de anos, assim é vastamente explorado no estudo de aglomerados estelares ([van Helshoecht & Groenewegen 2007], [Beletsky, Carraro & Ivanov 2009], [Girardi 2016]) e também pode ser visto facilmente em diagramas HR observacionais de aglomerados abertos e globulares da Figura 7. Estrelas pobres em metais na mesma fase evolutiva que o RC compõem o ramo horizontal ou horizontal branch (HB), que é mais facilmente notado em aglomerados globulares (Painel inferior da Figura 7, estrelas com  $G_{BP} - G_{RP} \lesssim 1.0$ ,  $M_G \sim 0.5$ ).
- **Segundo clump de gigantes ou secondary red clump (SRC):** Sobredensidade de estrelas na parte mais azul do clump de gigantes, porém apresentando-se um pouco menos brilhante ( $G_{BP} - G_{RP} = 1.1$ ,  $M_G = 0.6$ ) [Girardi et al. 1998, Girardi 2016, Onozato et al. 2019]. Tratam-se de estrelas mais jovens, massivas e ricas em metais na fase de queima de Hélio, que tendem a se apresentar até 0.4 mag menos brilhantes que a magnitude média do RC.
- **Clump de gigantes vertical ou vertical red clump (VRC):** Estrelas ainda mais jovens e mais massivas (quando comparadas às estrelas do SRC) que estão na fase de queima de Hélio e tendem a ser mais brilhantes e azuis que o clump de gigantes, formando uma estrutura vertical no diagrama HR.
- **Bump do ramo de gigantes ou red giant branch bump (RGB bump):** Estrutura mais vermelha e menos luminosa que o clump de gigantes. Essa estrutura é causada por uma breve interrupção na variação de luminosidade durante a fase evolutiva do ramo de gigantes, quando a estrela se encontra na fase de queima de Hidrogênio numa casca externa ao núcleo de Hélio. Dessa forma, estrelas de massas ligeiramente diferentes tendem a possuir valores similares de temperatura efetiva e luminosidade, resultando em um acúmulo de estrelas nessa região no diagrama HR. As características de luminosidade e temperatura efetiva dessa região variam mais sensivelmente com a idade e metalicidade do que o clump de gigantes. Essa característica do ramo de gigantes é mostrada em detalhes em [Christensen-Dalsgaard 2015].
- **Bump do Ramo Assintótico das Gigantes ou Asymptotic Giant Branch Bump (AGBB):** Estrutura mais luminosa que o clump de gigantes ( $M_G \sim -0.5$ ),

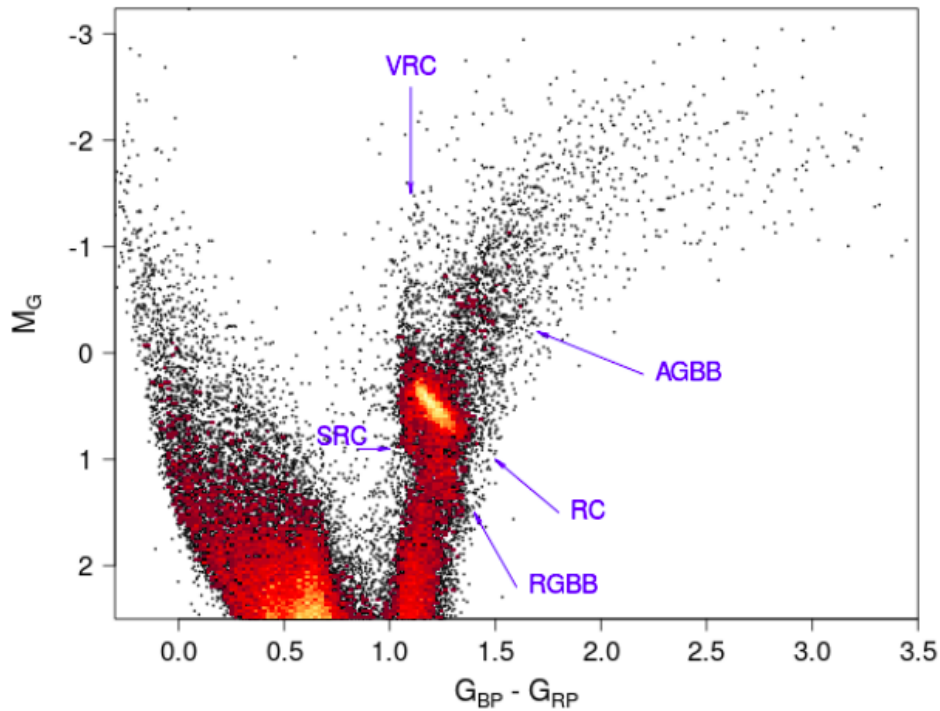


Figura 6 – Diagrama HR observacional de estrelas brilhantes ( $M_G < 2.5$ ) obtido em [Gaia Collaboration et al. 2018], onde estão representadas 29288 de estrelas da vizinhança solar ( $d < 500$  pc) e de baixa extinção. As cores representam a raiz quadrada do número de estrelas (Figura 10 de [Gaia Collaboration et al. 2018]). Na figura estão representadas as estrelas do clump de gigantes (RC), bump do ramo de gigantes (RGBB), clump de gigantes vertical (VRC), segundo clump de gigantes (SRC) e bump do Ramo Assintótico das Gigantes (AGBB).

cujas estrelas queimam H e He em camadas externas ao núcleo de Carbono e Oxigênio ([Gallart 1998]). Por ser uma região do diagrama HR muito menos densamente povoada que o clump de gigantes, essa característica é principalmente notada em diagramas HR observacionais de grandes populações de estrelas de campo [Gaia Collaboration et al. 2018] ou em CMDs de aglomerados globulares (por exemplo, [Bergbusch & Stetson 2009]).

A evolução do ramo de gigantes com a idade e a metalicidade pode ser notada na Figura 7. Uma outra característica é a ausência ("GAP") de estrelas na fase de subgigantes em aglomerados mais jovens entre a sequência principal e o ramo de gigantes. Esse GAP ocorre, pois a evolução estelar subsequente à queima de Hidrogênio na sequência principal para estrelas massivas e de massa intermediária é muito rápida, tornando raras as observações de estrelas nessa fase evolutiva ([Hoyle 1960]). Essa característica fica evidente pela falta de estrelas entre a sequência principal e o ramo de gigantes em CMDs de aglomerados abertos jovens (Painel superior da Figura 7) e CMDs absolutos para estrelas mais brilhantes que  $M_G \sim 2$  mag (Figura 6). A mesma característica não é verificada em

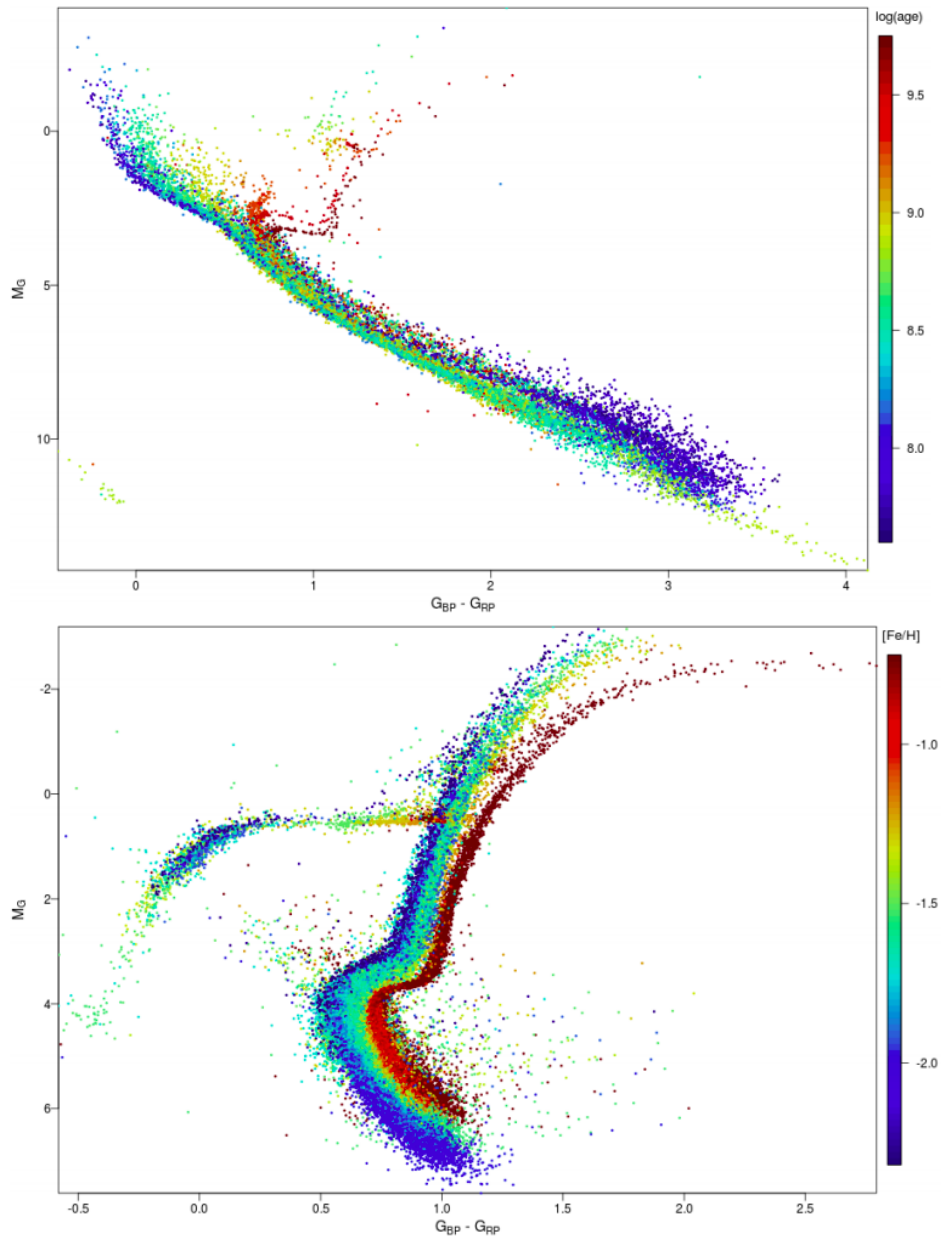


Figura 7 – Diagramas HR observacionais obtido em [Gaia Collaboration et al. 2018] para aglomerados abertos (painel superior, Figura 2 de [Gaia Collaboration et al. 2018]) e globulares (painel inferior, Figura 3 de [Gaia Collaboration et al. 2018]). As barras laterais representam idade e metalicidade para os painéis superior e inferior, respectivamente. A aglomeração horizontal de estrelas no diagrama do painel inferior (estrelas com  $G_{BP} - G_{RP} \lesssim 1.0$ ,  $M_G \sim 0.5$ ) trata-se do ramo horizontal (HB).

CMDs de aglomerados abertos velhos e aglomerados globulares (Figura 7) e para estrelas menos massivas de CMDs absolutos (Figura 5).

## 1.4 Clump de gigantes como indicador de distâncias e idades

Após a evolução na sequência principal, a fase evolutiva mais longa subsequente na vida de uma estrela é a fase de queima de Hélio no núcleo. Observacionalmente, no diagrama HR essa fase evolutiva se caracteriza por uma aglomeração de estrelas frias e luminosas, como pode ser visto nos CMDs de aglomerados evoluídos da Figura 7. Essa característica não é vista frequentemente em aglomerados jovens, pois a fase de queima de Hélio é rápida em estrelas mais massivas e as mesmas formam-se menos frequentemente. O clump de gigantes é vastamente utilizado como uma espécie de vela padrão, pois apesar das cores das estrelas nessa fase evolutiva dependerem fortemente da idade e da metalicidade, para estrelas de baixa massa, a magnitude absoluta tende a não apresentar grandes variações, especialmente no infravermelho. Dessa forma, ao se estabelecer o valor fidedigno de magnitude média do clump de gigantes para populações velhas, somos capazes de determinar distâncias para estruturas dentro de nossa Galáxia e para galáxias vizinhas ([Grocholski & Sarajedini 2002, van Helshoecht & Groenewegen 2007, Bilir et al. 2013, Girardi 2016, Onozato et al. 2019]).

A posição média do clump de gigantes no CMD também pode ser utilizada como uma característica morfológica relacionada à idade de uma população estelar. Índices baseados em características morfológicas de CMDs são comuns na literatura. Por exemplo, a diferença de magnitude entre o ponto de turnoff da sequência principal (ponto mais azul da sequência principal) e a magnitude média do clump de gigantes é um conhecido indicador de idade para aglomerados Galácticos ([Phelps, Janes & Montgomery 1994], [Salaris, Weiss & Percival 2004], [Piatti, Clariá & Ahumada 2010], [Beletsky, Carraro & Ivanov 2009], [Oralhan et al. 2015]) e para aglomerados das Nuvens de Magalhães ([Geisler et al. 1997], [Parisi et al. 2014]). Trata-se de um mecanismo de determinação de idades independente da distância e do avermelhamento, porém refém da identificação precisa dessas regiões nos CMDs.

Por exemplo, [Phelps, Janes & Montgomery 1994] definem os índices morfológicos de idades ou morphological age index (MAD)  $\delta V$  e  $\delta I$ . O índice  $\delta V$  toma a diferença entre o ponto de inflexão da sequência principal ou a base do ramo de gigantes e o valor médio de magnitude do clump de gigantes, enquanto  $\delta I$  é a diferença de cor entre o ponto uma magnitude mais brilhante que o turnoff e a base do ramo de gigantes. O índice  $\delta V$  estabelecido em [Phelps, Janes & Montgomery 1994] foi posteriormente calibrado com as idades de aglomerados e relacionados à metalicidade em [Salaris, Weiss & Percival 2004].

Também amplamente utilizado como indicador de idade, a diferença entre o ponto de turnoff (agora como o ponto mais azul da sequência principal) e o clump de gigantes, tanto no visível ( $\Delta V$ , [Carraro & Chiosi 1994]) como no infravermelho ( $\Delta K$ , [Beletsky, Carraro & Ivanov 2009], [Zasowski et al. 2013]), é um indicador de idades morfológico que também é independente de excesso de cor e distância.

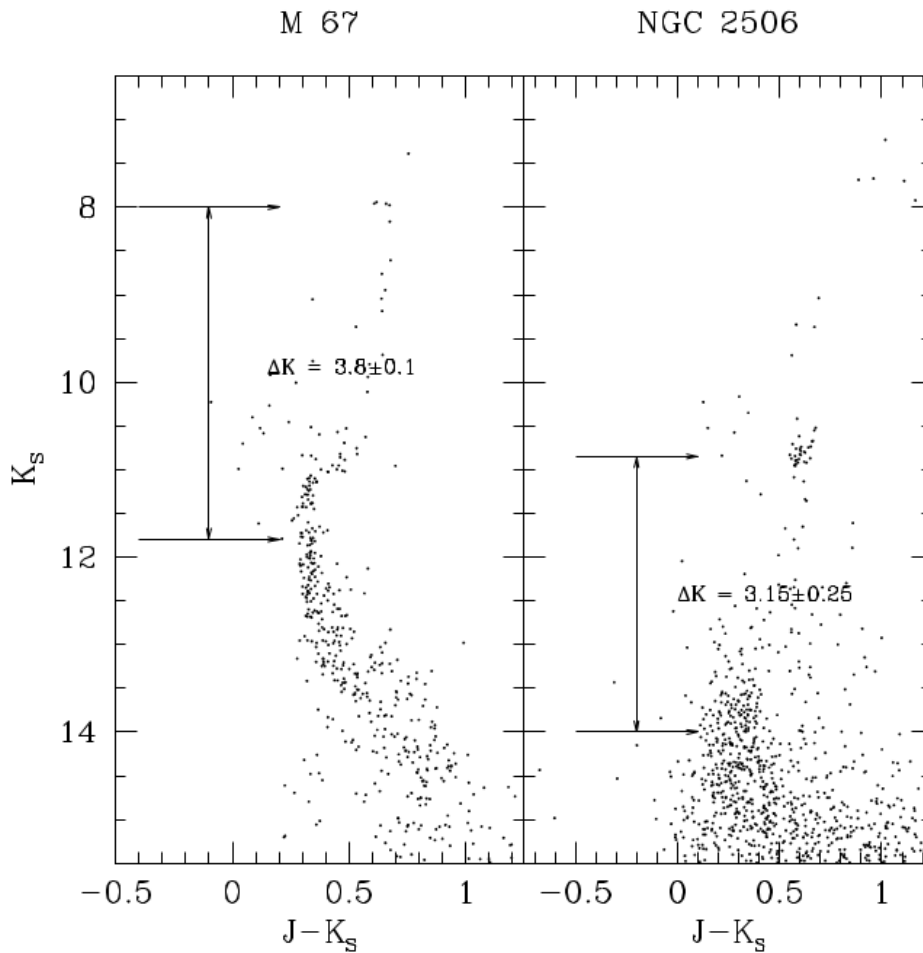


Figura 8 – Exemplos do índice morfológico  $\Delta K$  calculados sobre os CMDs de dois aglomerado (Figura 1 de [Beletsky, Carraro & Ivanov 2009]).

Um exemplo desse tipo de análise pode ser visto na Figura 8, onde [Beletsky, Carraro & Ivanov 2009] relacionaram o índice morfológico  $\Delta K$  com valores de idades de aglomerados abertos Galácticos, chegando às relações lineares 1.2 e 1.3.

$$\text{Log}(t)[yr] = 8.27(\pm 0.10) + 0.35(\pm 0.03) \times \Delta K \quad (1.2)$$

$$\text{Log}(t)[yr] = 8.28(\pm 0.08) + 0.34(\pm 0.03) \times \Delta K + 0.00005(0.1) \times [Fe/H] \quad (1.3)$$

## 1.5 Modelos de evolução estelar

Modelos de evolução estelar podem ser utilizados para calcular as fases evolutivas de uma estrela desde sua formação até o final de sua vida. Os modelos, a partir da massa e da composição química das estrelas, preveem trilhas evolutivas no diagrama HR, conforme

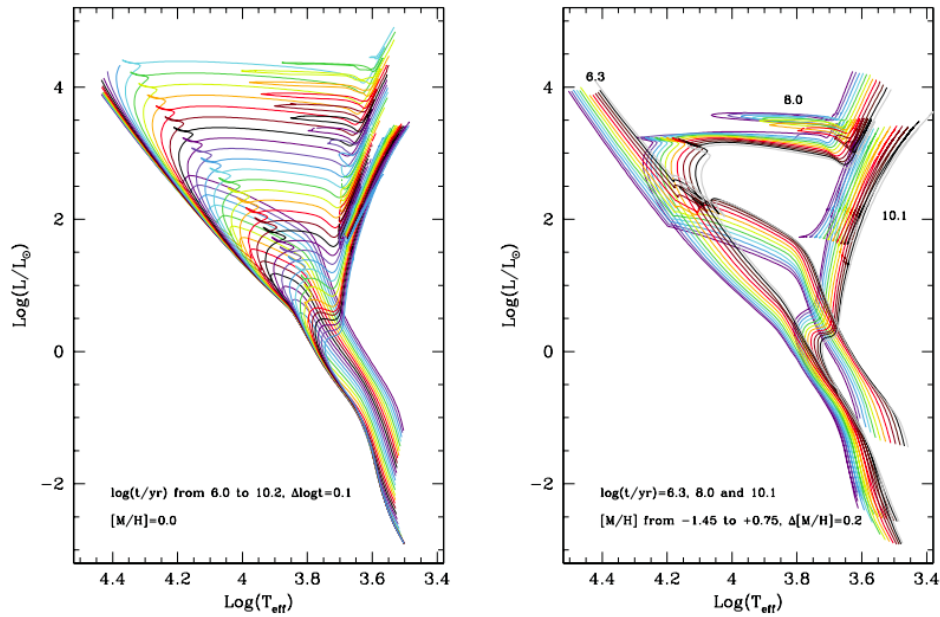


Figura 9 – Exemplos de isócronas teóricas. Esquerda: isócronas de diferentes idades ( $6.0 < \log[t] < 10.2$ ) e metalicidade solar. Direita: três conjuntos de isócronas de  $\log[t]=6.3, 8.0$  e  $10.1$  para diferentes metalicidade  $-1.45 < [M/H] < 0.75$  (Figura 15 de [Bressan et al. 2012]).

a evolução da luminosidade e temperatura efetiva da estrela com o passar do tempo. A partir dos modelos, são produzidas isócronas, que correspondem a curvas que conectam as posições no diagrama HR das estrelas de mesma idade e metalicidade, porém diferentes massas, como pode ser visto na Figura 9.

Um aglomerado possui estrelas em mais de uma região no CMD cuja distribuição depende da idade e metalicidade do aglomerado. A partir dessa evidência, podemos comparar isócronas teóricas com CMDs de aglomerados para determinar a distância, idade, metalicidade e a extinção interestelar na direção de um aglomerado. A maior parte das determinações desses parâmetros advém de métodos de ajuste de isócronas (D2002, K2013, [Gaia Collaboration et al. 2018], [Bossini et al. 2019], [Cantat-Gaudin et al. 2020], [Dias et al. 2021]).

Porém, ao se converter luminosidades e temperaturas efetivas em magnitudes e índices de cor intrínsecos, é preciso fazer transformações de cores, onde é necessário um completo entendimento das atmosferas estelares. Contudo, os modelos tendem a apresentar falhas em amostrar as cores intrínsecas das estrelas ([Baraffe et al. 1998, Baraffe et al. 2015]). Os modelos são em geral sistematicamente mais azuis do que o observado para estrelas de baixa massa [Bouy et al. 2015, Miret-Roig et al. 2019, Fritzewski et al. 2019]. Outros fenômenos também podem assumir papéis importantes, por exemplo, rotação ([Faherty et al. 2012, Kamai et al. 2014]) ou opacidade molecular [Manjavacas et al. 2014].

Outra característica que podemos observar é a falha dos modelos em representar a

diferença de magnitude esperada do turnoff para o clump de gigantes. Essa discrepância com os modelos já havia sido notada em [Piatti, Clariá & Bica 1998] e também pode ser observada em trabalhos recentes, principalmente para objetos de  $\log[t] \lesssim 9$ , em que as isócronas teóricas, quando bem ajustadas à sequência principal, nem sequer têm suas regiões evolutivas passando pelo clump de gigantes (ajustes de isócronas presentes em [Piatti et al. 2011], [Holanda et al. 2022], [Martinez et al. 2020], [Bossini et al. 2019]).

## 1.6 Sequências empíricas de aglomerados estelares

Aglomerados próximos e bem populosos tendem a ser os objetos mais estudados da literatura, pois a proximidade desses objetos torna possível a observação desde estrelas de baixa massa até as mais massivas. Por exemplo, [Bouy et al. 2015] e [Olivares et al. 2019] obtiveram informações precisas de anãs marrons para as Plêiades e anãs brancas para Ruprecht147, respectivamente. Dessa maneira os aglomerados próximos, aliados a determinação de seus parâmetros fundamentais, os tornam importantes objetos de comparação para melhor estabelecer os modelos. A proximidade desses objetos com o Sol também os destacam nos diversos espaços de parâmetros astrométricos, facilitando assim a distinção de suas populações estelares das populações estelares de campo.

A composição de CMDs absolutos a partir de populações estelares de idades parecidas e a construção de isócronas empíricas a partir destes já foi explorada na literatura anteriormente. [Mermilliod 1976], [Mermilliod 1981]*a* e [Mermilliod 1981]*b* realizaram a superposição de CMDs absolutos de aglomerados estelares de mesma idade para construir isócronas empíricas, conforme discutiremos a seguir.

Em [Mermilliod 1981]*a*, foi selecionada uma amostra de 75 aglomerados abertos, com idades compreendidas entre aquela das Hyades e do aglomerado NGC 6231 ( $10 < t$  (M anos)  $< 700$ ), e dividida em 14 grupos de idades de acordo com a morfologia de seus diagramas  $M_V$  vs.  $(U - B)_0$ . Para cada um dos 14 grupos, o aglomerado mais bem estudado espectroscopicamente e com uma sequência bem definida foi selecionado como sendo o aglomerado representativo do grupo. Grupo a grupo, os excessos de cor foram determinados no plano  $(U - B) \times (B - V)$  a partir de comparações da sequência do aglomerado a ter  $E(B - V)$  determinado e a sequência do aglomerado de referência de seu grupo. Com o excesso de cor determinado, a sequência no CMD foi deslocada verticalmente com relação à sequência do aglomerado de referência para se obter o módulo de distância.

Os membros utilizados nas sequências foram estabelecidos a partir de dados de movimento próprio e velocidades radiais disponíveis, e, para os casos sem os dados mencionados, os membros foram determinados fotometricamente, assumindo-se pertencimento ao aglomerado para aquelas estrelas que seguem a sequência principal no CMD. O autor menciona que as diferenças de metalicidade e idade dentro dos grupos são absorvidas pelos

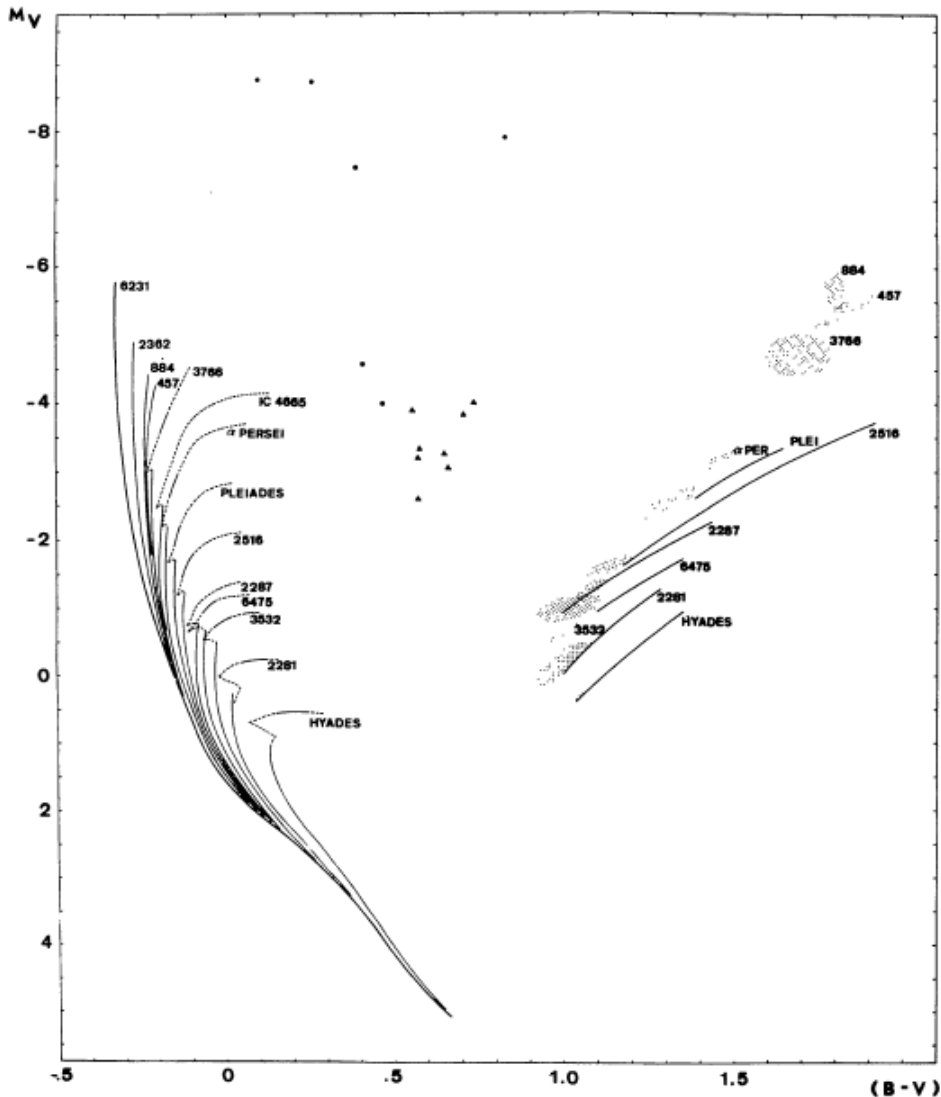


Figura 10 – Figura 1 de [Mermilliod 1981]b. A mesma apresenta isócronas empíricas determinadas em [Mermilliod 1981]b. Os nomes colocados ao fim de cada sequência são relativos aos aglomerados mais representativos dos grupos de idade. As áreas escuras determinam as áreas ocupadas pelas gigantes nos diagramas. As linhas pontilhadas determinam a continuação das sequências de acordo com modelos teóricos.

espalhamentos das sequências no CMD.

Já em [Mermilliod 1981]b, são criadas sequências empíricas para os grupos de idades estabelecidos em [Mermilliod 1981]a a partir dos diagramas  $M_V$  vs.  $(B - V)_0$ . Considerou que as regiões mais populosas das sequências dos CMDs devem estar representadas por estrelas individuais, onde um certo espalhamento devido aos erros observacionais pode ser encontrado. Para construir as isócronas empíricas, o autor traça manualmente uma linha ao longo dessas regiões mais populosas, de maneira a representar a sequência média ocupada por essas estrelas. A Figura 10 (Figura 1 de [Mermilliod 1981]) mostra as isócronas empíricas construídas pelo autor para os grupos de idade estabelecidos.

Em [Piatti, Clariá & Bica 1998], foi determinado um conjunto homogêneo de isócronas empíricas no plano  $M_V$  vs  $(V - I)_0$ . A partir da aquisição de dados de movimento próprio e velocidades radiais disponíveis, os membros mais prováveis dos aglomerados foram determinados. CMDs absolutos foram corrigidos de módulo de distância e excesso de cor a partir de dados de diferentes autores na literatura. Os aglomerados selecionados possuem metalicidade aproximadamente solar. Para determinar os pontos fidedignos das isócronas empíricas, os autores adotaram valores de  $V$  e  $V - I$  das regiões mais populosas dos CMDs, regiões essas que podem ser pensadas como o *locus* de estrelas isoladas, que contém um certo espalhamento devido aos erros observacionais. Assim, como em [Mermilliod 1981]b, os autores não produzem um envoltório, mas sim uma sequência média representativa do CMD. São escolhidos os pares ordenados  $(M_V, (V - I)_0)$  de forma que a diferença de dois pontos consecutivos em  $M_V$  seja de 0.5 magnitude e em pontos de maior curvatura das sequências, ou seja, grande variação de cor  $(V - I)_0$  para um dado  $M_V$ , especialmente para aglomerados mais velhos, foram utilizados passos de 0.25 mag em  $M_V$ .

A sequência principal de idade zero (zero age main sequence ou ZAMS) também é definida, tendo o intervalo mais brilhante e azul da sequência representada por estrelas mais massivas e não evoluídas de aglomerados jovens e as porções não evoluídas da sequência principal de aglomerados mais velhos representando as estrelas menos massivas. A parte baixa da sequência principal do conjunto de isócronas empíricas foi tomada como a ZAMS na mesma região, pois a contaminação no regime de altas magnitudes por estrelas de campo é mais severa, então é de se esperar um espalhamento maior nas sequências dos CMDs devido a presença dessas estrelas. São apresentadas as sequências empíricas de aglomerados de idades parecidas (como sequência média) e outras de aglomerados individuais. Juntamente das isócronas, são plotadas as posições das estrelas gigantes. Ao todo as sequências estão compreendidas no intervalo  $-3.5 \lesssim M_V \lesssim 9$ .

Com o objetivo de estabelecer sequências empíricas de aglomerados abertos velhos e globulares num intervalo espectral que abrange o visível e o infravermelho próximo, [Brasseur et al. 2010] utilizaram dados no visível da banda V disponíveis na literatura combinados com dados no infravermelho próximo (banda  $K_S$ ) dos telescópios CFHT, VLT e 2MASS. Os autores reuniram a fotometria e os parâmetros astrofísicos recentes da literatura para construir CMDs absolutos no plano  $M_V$  versus  $(V - K_S)_0$ . Para a construção das sequências empíricas, os autores seccionaram as sequências do CMD em bins de largura típica de 0.15 magnitude e tomaram o valor mediano de cor das estrelas que eles julgavam visualmente como sendo membros do aglomerado. Sequências empíricas construídas neste trabalho podem ser vistas nos painéis da Figura 11 (Figuras 3-9 de [Brasseur et al. 2010]).

De modo geral podemos ver que a partir de listas de membros confiáveis, para grandes intervalos de magnitude, trabalhos dessa natureza tem sido realizados com aglomerados próximos, geralmente restritos a distâncias menores que 1 kpc. Em uma sequência

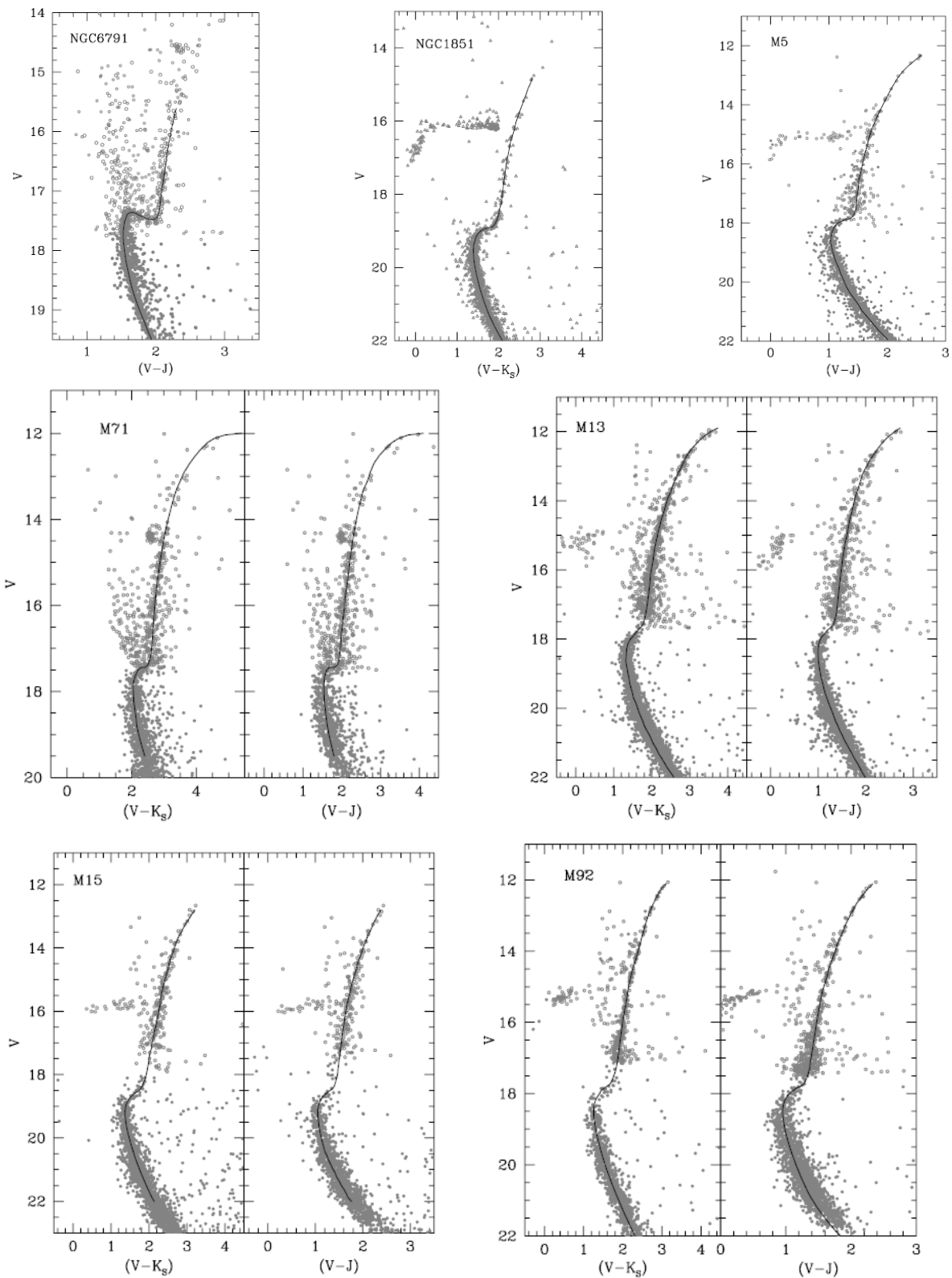


Figura 11 – Isócronas empíricas determinadas por [Brasseur et al. 2010] (Figuras 3-9). Painéis superiores: Isócronas empíricas dos aglomerados NGC6791, NGC1851 e M5. Painéis do meio: Isócronas empíricas dos aglomerados M71 e M13. Painéis inferiores: Isócronas empíricas dos aglomerados M15 e M92. As linhas sólidas representam as sequências empíricas dos aglomerados, círculos preenchidos se referem a fotometria do CFHT e círculos abertos a fotometria do 2MASS.

de artigos, [Bouy et al. 2015], [Olivares et al. 2019], [Miret-Roig et al. 2019] se dedicaram em estudar detalhadamente os aglomerados Plêiades, Ruprecht 147 e IC4665, em termos de estrutura, função de massa, função luminosidade, censo de membros e na construção de isócronas empíricas a partir dos membros mais prováveis dos mesmos. Para isso, utilizam o survey DANCe (Dynamical Analysis of Nearby Clusters), que contém dados astrométricos e fotométricos na região do entorno do aglomerado a ser estudado. O survey conta com dados de diferentes épocas de diversos telescópios nas bandas  $u, g, r, i, z, Y, J, H, Ks$  e complementados com fotometria e astrometria do Tycho-2 ([Høg et al. 2000]), APASS DR7, 2MASS, C14 (Carlsberg Meridian Catalog 14, [Copenhagen University et al. 2006]), PAN-STARRS DR1 e *Gaia* DR2, sendo completo no intervalo  $14 \leq i \leq 23$  mag.

Para construir as isócronas empíricas, os autores ajustam uma curva média aos membros do aglomerado para vários CMDs diferentes. Então, manualmente aplicam um deslocamento horizontal na curva até que ela alcance a borda esquerda (ou azul) da sequência dos membros, que supostamente corresponde às posições de estrelas isoladas.

Também mais recentemente, [Fritzewski et al. 2019] construíram uma sequência empírica do aglomerado aberto NGC3532 a partir de dados nos filtros  $B, V, I, Ks$ . O trabalho começou a ser realizado antes da disponibilidade dos dados do *Gaia* DR2, então os autores adotaram cortes em diagramas cor-cor e cor-magnitude para estabelecer fotometricamente uma lista preliminar de membros do aglomerado. A partir da primeira lista de membros separados fotometricamente, os autores observaram espectroscopicamente mais de 1000 estrelas. Para os membros mais prováveis do aglomerado a partir de valores de velocidades radiais, os autores traçam manualmente uma sequência, tabelando cores para magnitudes fixas.

Em resumo, no que diz respeito às isócronas empíricas, os trabalhos mostram que as isócronas teóricas possuem limitações para amostrar corretamente o locus de estrelas para grandes intervalos ao longo da sequência principal. Na maior parte dos casos, as isócronas teóricas representam os CMDs corretamente em intervalos consideráveis de magnitude, porém apresentam desvios principalmente em regiões de estrelas de baixa massa ([Bouy et al. 2015], [Olivares et al. 2019], [Miret-Roig et al. 2019]). Um panorama contendo um conjunto de isócronas compreendendo um intervalo grande de idades a partir dos dados do *Gaia* ainda não foi apresentado na literatura.

## 1.7 Objetivos

O objetivo principal deste trabalho é o estudo de propriedades apresentadas pelos CMDs absolutos de aglomerados estelares a partir de dados do *Gaia* DR2. Para tanto, fizemos a distinção entre as populações estelares dos aglomerados e de estrelas de campo. Propomos um conjunto de metodologias para a caracterização e extração de membros mais

prováveis dos mesmos. A partir dos CMDs descontaminados, desenvolvemos ferramentas empíricas para a determinação de idades, onde se incluem comparações estatísticas entre CMDs, composição de CMDs, construção de índices morfológicos de idades e isócronas empíricas. Também estabelecemos paralelos dos mesmos com modelos de evolução estelar e realizamos aplicações em aglomerados estelares.

Ao longo de nossas investigações com os dados do *Gaia* DR2 para a caracterização de aglomerados abertos, descobrimos três novos aglomerados estelares, onde o método aplicado para a identificação de aglomerados no espaço astrométrico, mostrou-se efetivo para a busca de novos objetos, resultando na descoberta de dezenas de novos objetos. Dessa forma, elaboramos uma metodologia para a busca de novos objetos, o que tornou-se uma vertente e um objetivo do presente trabalho.

O trabalho é organizado como segue. No Capítulo 2 será mostrada a seleção de aglomerados estelares que serão estudados, assim como a caracterização e a produção de seus CMDs. No Capítulo 3 serão construídos CMDs absolutos, CMDs compostos e isócronas empíricas dos mesmos. No Capítulo 4 será explorada a metodologia para busca de novos aglomerados na Via-Láctea e a descoberta dos mesmos. No Capítulo 5 serão exploradas propriedades dos CMDs construídos. No Capítulo 6 serão apresentados os resultados principais e discussões. No Capítulo 7 conclusões e perspectivas.

## 2 Metodologia: Amostra de aglomerados e separação de membros

### 2.1 Dados utilizados

Para este trabalho utilizamos dados astrométricos e fotométricos dos catálogos *Gaia* DR2 [Gaia Collaboration et al. 2018, Evans et al. 2018], 2MASS [Skrutskie et al. 2006], PAN-STARRS DR1 [Chambers et al. 2016] e APASS DR9 [Henden et al. 2018].

#### 2.1.1 Sobre os Surveys

- ***Gaia* DR2:** A missão *Gaia* é um projeto da agência espacial europeia (ESA) com o objetivo de fazer o mais preciso mapa tridimensional de nossa Galáxia. A missão *Gaia* disponibilizou o segundo levantamento de dados, que inclui posições, movimentos próprios, paralaxes e fotometrias nas bandas  $G$ ,  $G_{BP}$  e  $G_{RP}$  para 1.3 bilhão de estrelas. A missão observará aproximadamente 1.7 bilhão de estrelas e, até o final do processo, observará cada estrela aproximadamente 70 vezes. .
- **2MASS:** O Two Micron All Sky Survey (2MASS) é um survey público que contém imagens do infravermelho próximo do céu inteiro. As observações foram conduzidas entre 1997 e 2001 através de dois telescópios de 1,30 m localizados em duas diferentes localidades: no observatório americano Fred Lawrence Whipple no Monte Hopkins, Arizona (hemisfério norte), e no observatório Cerro Tololo Inter-American Observatory (CTIO) no Chile (hemisfério sul). O 2MASS possui aproximadamente 300 milhões de objetos com fotometria catalogada nas bandas  $J$ ,  $H$  e  $K_S$ .
- **APASS DR9:** O AAVSO Photometric All-Sky Survey (APASS) é um survey disponível publicamente do céu inteiro contendo posições e fotometria nas bandas  $B$  e  $V$  do sistema Johnson e  $g'$ ,  $r'$  e  $i'$  do sistema Sloan. As observações foram

conduzidas em dois astrógrafos (telescópios de campo amplo em geral usados para astrofotografia) de 20 cm, um localizado em Mayhill no Novo México (hemisfério norte) e outro localizado no CTIO (hemisfério sul).

- **PAN-STARRS DR1:** O Panoramic Survey Telescope and Rapid Response System (PAN-STARRS) é um survey que utiliza um telescópio de 1.8 m localizado no observatório de Haleakala, Havaí. O PAN-STARRS disponibiliza posições e fotometrias de abertura e PSF nas bandas  $g_{PS1}$ ,  $r_{PS1}$ ,  $i_{PS1}$ ,  $z$  e  $y$ . Por possuir apenas um telescópio no hemisfério norte, o survey não cobre o céu inteiro e não possui cobertura para declinações abaixo de  $-30$  deg.

Surveys públicos como os mencionados anteriormente costumam ter suas observações conduzidas por vários anos, assim a liberação desses dados (data releases) ocorre com o passar do tempo. Os surveys APASS e PANSTARRS tiveram novos dados disponíveis em seus respectivos APASS DR10 [Henden et al. 2018] e PANSTARRS DR2 [Flewelling 2018] ao final de 2019, quando já havíamos feito nossas aquisições de catálogos de suas versões anteriores. Outro ponto que nos desencorajou a utilizar os novos dados é que ainda em 06/2021 os novos dados não estavam disponíveis para aquisição pelo Vizier, apenas pelos sites oficiais dos surveys. Algo similar também ocorreu com a missão *Gaia*, pois os novos dados em *Gaia* EDR3 [Gaia Collaboration et al. 2020] foram disponibilizados ao final de 2020, quando já havíamos tratado todos os aglomerados e feito todo o trabalho com as isócronas empíricas com os dados do *Gaia* DR2.

## 2.2 Seleção de aglomerados estelares

Adotamos a compilação de parâmetros publicada por [Paunzen et al. 2010], [Heiter et al. 2014] e [Netopil et al. 2016], que reúnem informações obtidas de bases fotométricas e espectroscópicas de diversos aglomerados de estrelas a fim de construir uma amostra homogênea.

[Paunzen et al. 2010] compilam metalicidades fotométricas. [Heiter et al. 2014] adotam metalicidades médias baseadas em espectroscopia de alta resolução e alta relação sinal ruído. Os autores calculam a metalicidade média de todas as determinações para cada aglomerado, ponderada do quadrado inverso dos erros individuais das respectivas determinações de metalicidade. Para um número significativo de situações, onde os autores que determinaram a metalicidade não citaram quaisquer incertezas, é atribuído um erro no valor de 0,1 dex. [Netopil et al. 2016] combinam os resultados dos dois primeiros e preveem valores de metalicidade homogêneos para uma grande amostra de aglomerados. Os autores associam valores de idade aos aglomerados tomando valores médios baseados em vários estudos individuais desses objetos. Com isso estabelecem uma faixa de idade para

cada aglomerado, pois muitos objetos apresentam grandes discrepâncias na determinação de idade a partir de diferentes dados e metodologias.

[Netopil et al. 2016] utilizam a amostra de idades dada em [Paunzen & Netopil 2006] com a adição de novos estudos. Um total de 1437 parâmetros individuais de aglomerados foram extraídos. Para a maioria dos aglomerados ( $\sim 90\%$ ) existem pelo menos 5 determinações de idades utilizadas. Os erros encontrados foram similares aos presentes em [Paunzen & Netopil 2006]. Ao final do processo, os autores atribuem valores de idade e metalicidade confiáveis para 172 aglomerados abertos, dentre eles, 78 com valores de metalicidade estabelecidos por espectros de alta resolução.

Para que seja possível construir isócronas empíricas (nosso objetivo, ver Cap. 3), é preciso conferir a acurácia dos parâmetros astrofísicos dos aglomerados de estrelas envolvidos. Desta maneira, a fim de definir um conjunto de aglomerados com idade e metalicidade bem determinados, utilizamos a amostra de aglomerados abertos com valores de espectroscopia de alta resolução de [Netopil et al. 2016]. Além disso, limitamos a amostra aos aglomerados cuja distância ao Sol é inferior a 3 kpc de acordo com [Dias et al. 2002], totalizando 60 objetos. Por se tratar de um aglomerado embebido e com idade muito inferior aos demais, optamos por remover de nossa lista o aglomerado NGC 1977. A justificativa é que seria preciso adotar uma metodologia específica apenas para este alvo, e além disso, não é o intuito deste trabalho o tratamento de objetos embebidos, que costumam apresentar avermelhamento diferencial. A amostra de aglomerados abertos selecionados pode ser vista na Tabela 1.

Os valores de distância e excesso de cor adotados inicialmente foram retirados de: [Bossini et al. 2019] (de agora em diante B2019), K2013, [Gaia Collaboration et al. 2018] (de agora em diante GC2018), [Olivares et al. 2019] e D2002. Porém, ao longo deste trabalho, novas publicações foram feitas com os dados do *Gaia* DR2 e, a fim de uniformizar nossa base de dados, removemos os valores referentes a D2002, K2013 e [Olivares et al. 2019] e adotamos aqueles presentes em [Dias et al. 2021] (de agora em diante D2021). Quanto aos valores de idades atribuídas aos aglomerados, mantivemos os valores médios estimados por [Netopil et al. 2016], que se encontram bem correlacionados com as idades atribuídas utilizando os dados do *Gaia* DR2, o que pode ser visto na Figura 12.

O procedimento de seleção dos aglomerados foi feito antes da disponibilidade dos dados do *Gaia* DR2, porém podemos notar que as novas estimativas de distância, seja por inferência de distância a partir da paralaxe [Cantat-Gaudin et al. 2018], seja por ajuste de isócronas (B2019; D2021), fizeram alguns aglomerados saírem do limite de 3kpc e ao mesmo tempo outros aglomerados entraram dentro deste limite. Apesar de posteriormente termos adotado as distâncias obtidas por surveys que utilizam os dados do *Gaia* DR2, mantivemos a amostra inicial de aglomerados limitadas por distância de acordo com D2002. Notamos que apenas dois aglomerados (Trumpler 5 e Berkeley 81), com distâncias de

Tabela 1 – Aglomerados de estrelas com idades, parâmetros bem determinados dentro de 3 kpc. Os aglomerados estão ordenados de cima para baixo por idade.

ID	Cluster	$\alpha(deg)$	$\delta(deg)$	$d(pc)$	$E(B - V)$	$t(Gy)$	$\delta_t(Gy)$	$[Fe/H]$	$\delta_{[Fe/H]}$	Grupo <sup>a</sup>	Ref	Seq <sup>b</sup>
0	IC 2602	160.613	-64.426	152	0.031	0.03	0.02	-0.02	0.02	1	B2019	SF
1	IC 4665	266.554	5.615	309	0.128	0.04	0.01	-0.03	0.04	1	B2019	SF
2	IC 2391	130.292	-52.991	152	0.030	0.05	0.03	-0.01	0.03	1	B2019	SF
3	Blanco 1	0.853	-29.958	237	0.010	0.07	0.06	0.03	0.07	2	B2019	SF
4	Melotte 22	56.601	24.114	136	0.045	0.10	0.04	-0.01	0.05	2	B2019	SF
5	NGC 6192	250.077	-43.355	1753	0.558	0.12	0.03	0.12	0.07	-	B2019	SMD
6	NGC 3114	150.553	-60.041	1021	0.087	0.13	0.05	0.05	0.06	2	D2021	SF
7	NGC 2516	119.527	-60.800	415	0.071	0.13	0.06	0.05	0.11	2	B2019	SF
8	NGC 2287	101.499	-20.716	656	0.019	0.17	0.09	-0.11	0.01	2	B2019	SF
9	NGC 1039	40.531	42.722	513	0.077	0.19	0.12	0.02	0.06	2	B2019	SF
10	NGC 6705	282.766	-6.272	2202	0.387	0.19	0.08	0.12	0.09	-	D2021	SMD
11	NGC 2354	108.503	-25.724	1370	0.113	0.20	0.14	-0.18	0.02	-	D2021	SMD
12	NGC 6475	268.447	-34.841	280	0.049	0.22	0.10	0.02	0.02	3	B2019	SF
13	NGC 6281	256.179	-37.948	534	0.130	0.26	0.07	0.06	0.06	3	GC2018	SF
14	NGC 1912	82.167	35.824	1107	0.184	0.26	0.08	-0.10	0.14	3	B2019	SF
15	IC 2714	169.373	-62.719	1361	0.335	0.28	0.09	0.02	0.06	-	B2019	SF
16	NGC 2567	124.645	-30.631	1898	0.120	0.30	0.10	-0.04	0.08	3	B2019	SF
17	NGC 3532	166.417	-58.707	485	0.022	0.30	0.08	0.00	0.07	3	B2019	SF
18	NGC 4349	186.048	-61.866	1988	0.375	0.33	0.18	-0.07	0.06	-	B2019	SMD
19	NGC 6494	269.237	-18.987	659	0.275	0.33	0.10	-0.04	0.08	-	B2019	SMD
20	NGC 2099	88.074	32.545	1432	0.242	0.36	0.19	0.02	0.05	-	D2021	SF
21	NGC 1662	72.198	10.882	370	0.198	0.38	0.13	-0.11	0.01	6	B2019	SF
22	NGC 2447	116.141	-23.853	1041	0.034	0.40	0.15	-0.05	0.01	4	B2019	SF
23	NGC 1342	52.894	37.380	686	0.229	0.42	0.13	-0.13	0.03	-	D2021	SD
24	NGC 2539	122.658	-12.834	1228	0.035	0.50	0.12	-0.02	0.08	5	D2021	SF
25	NGC 6633	276.845	6.615	374	0.145	0.52	0.25	-0.08	0.12	4	B2019	SF
26	Melotte 111	186.014	25.652	86	0.000	0.57	0.10	0.00	0.08	4	GC2018	SF
27	NGC 2527	121.246	-28.122	586	0.040	0.65	0.17	-0.10	0.04	5	B2019	SF
28	IC 4756	279.649	5.435	479	0.128	0.66	0.12	0.02	0.04	6	B2019	SF
29	NGC 6811	294.34	46.378	1136	0.066	0.72	0.18	0.03	0.01	6	B2019	SF
30	NGC 2632	130.054	19.621	186	0.027	0.73	0.19	0.16	0.08	5	B2019	SF
31	NGC 2423	114.299	-13.863	930	0.094	0.79	0.32	0.08	0.05	6	B2019	SF
32	NGC 2355	109.247	13.772	1940	0.190	0.81	0.14	-0.05	0.08	-	D2021	SMD
33	NGC 1817	78.139	16.696	1798	0.190	0.82	0.31	-0.11	0.03	6	D2021	SF
34	NGC 2477	118.046	-38.537	1442	0.219	0.85	0.20	0.07	0.03	-	D2021	SD
35	NGC 5822	226.051	-54.366	808	0.113	0.89	0.23	0.08	0.08	6	B2019	SF
36	NGC 6134	246.953	-49.161	1122	0.313	0.91	0.33	0.11	0.07	6	D2021	SF
37	Berkeley 81	285.419	-0.454	3313	0.887	0.95	0.09	0.19	0.06	-	D2021	SD
38	NGC 3960	177.644	-55.679	2345	0.271	0.97	0.22	-0.04	0.10	-	D2021	SD
39	NGC 6583	273.962	-22.143	2052	0.492	1.00	0.20	0.37	0.04	-	D2021	SD
40	NGC 1245	48.691	47.235	2966	0.231	1.07	0.23	0.02	0.03	6	D2021	SMD
41	NGC 2360	109.443	-15.631	1111	0.090	1.10	0.61	-0.03	0.06	6	GC2018	SF
42	Collinder 110	99.677	2.069	2182	0.368	1.24	0.62	0.03	0.02	-	D2021	SD
43	NGC 2660	130.667	-47.201	2788	0.385	1.31	0.26	0.04	0.03	-	D2021	SMD
44	NGC 7789	-0.666	56.726	2100	0.269	1.53	0.20	0.05	0.07	-	D2021	SMD
45	NGC 752	29.223	37.794	464	0.035	1.69	0.66	-0.03	0.06	-	B2019	SF
46	NGC 4337	186.022	-58.125	2450	0.343	1.75	0.43	0.12	0.05	-	D2021	SMD
47	NGC 3680	171.392	-43.24	1071	0.032	1.80	0.86	-0.01	0.06	7	D2021	SF
48	IC 4651	261.212	-49.917	897	0.087	1.86	0.73	0.12	0.04	7	GC2018	SF
49	NGC 6819	295.327	40.19	2655	0.168	2.11	0.44	0.09	0.01	7	B2019	SF
50	NGC 2420	114.602	21.575	2587	0.013	2.34	0.68	-0.05	0.02	7	D2021	SF
51	Ruprecht 147	289.087	-16.333	323	0.019	2.37	0.20	0.16	0.08	8	D2021	SF
52	NGC 2682	132.846	11.814	881	0.037	3.45	1.13	0.03	0.05	8	B2019	SF
53	NGC 7142	326.29	65.782	2405	0.375	3.64	1.57	0.11	0.04	-	D2021	SD
54	NGC 2112	88.452	0.403	1148	0.553	3.84	2.72	0.14	0.05	-	D2021	SD
55	NGC 6253	254.778	-52.712	1652	0.252	3.91	1.13	0.34	0.11	8	D2021	SF
56	Trumpler 5	99.126	9.465	3046	0.387	4.33	1.93	-0.44	0.07	-	D2021	SD
57	NGC 188	11.798	85.244	1670	0.025	6.27	2.30	0.11	0.04	-	B2019	SF
58	Collinder 261	189.519	-68.377	2850	0.262	7.18	2.63	0.00	0.04	-	D2021	SD

<sup>a</sup> Coluna relativa aos grupos de idade estabelecidos no Cap. 3<sup>b</sup> Coluna relativa ao parâmetro de espessura das sequências dos cmds, estabelecidos no Cap. 3

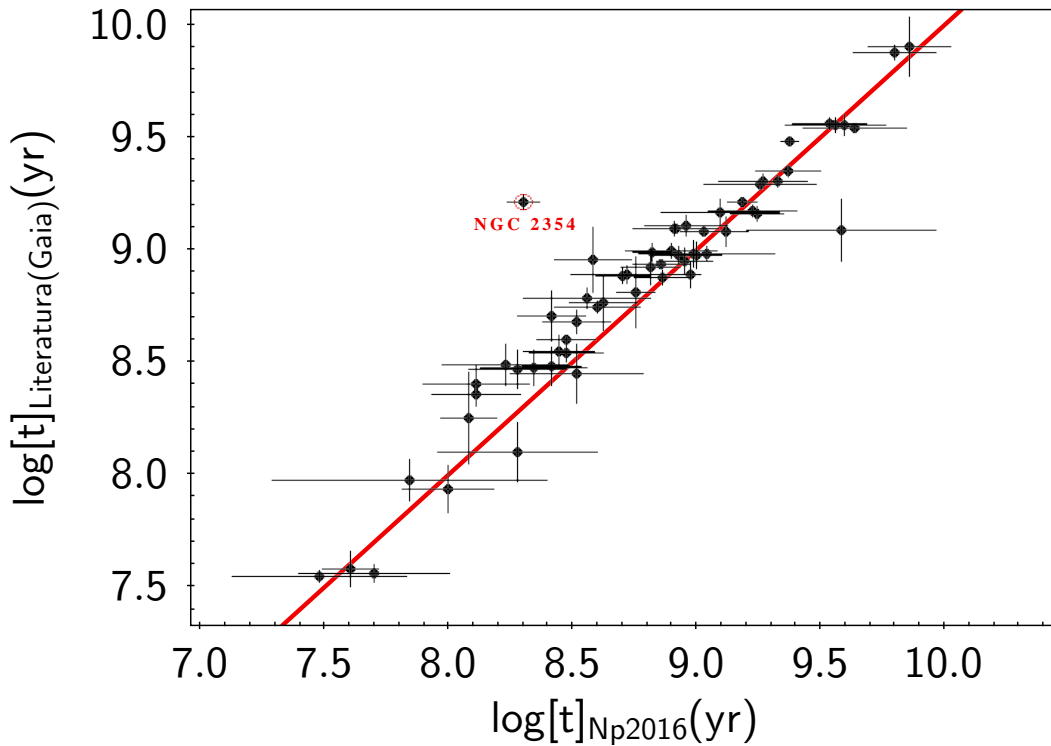


Figura 12 – Idades determinadas em [Netopil et al. 2016] contra determinações recentes utilizando o *Gaia* DR2 (B2019, GC2018 e D2021). A posição do aglomerado NGC2354 é apontada no gráfico, onde foi o objeto que apresentou maior discrepância, o que será discutido em mais detalhes no 6. A linha vermelha representa a reta  $y=x$ .

3047 pc e 3313 pc respectivamente de acordo com as determinações de D2021 a partir de dados do *Gaia* DR2, contra 2820 pc e 3000 pc, respectivamente de acordo com D2002, ultrapassaram nosso limite de distâncias com as novas estimativas, porém se mantiveram próximos do nosso valor de corte e as diferenças com os valores de D2002 ficaram dentro de  $\sim 10\%$ .

### 2.3 Extração de dados e controle de qualidade dos catálogos utilizados

Ao se utilizar técnicas de caracterização de aglomerados estelares que envolvem a região de um aglomerado e de um campo de comparação adjacente, torna-se necessária a extração de dados numa região maior do que aquela na qual o aglomerado está projetado. Objetos muito próximos (localizados a dezenas ou poucas centenas de parsecs) serão notavelmente maiores e apresentarão diâmetros aparentes da ordem de alguns graus (por exemplo, Hyades, Pleiades, Coma, Alpha Persei, IC2602, IC2391). Por outro lado, objetos localizados a milhares de parsecs, certamente apresentarão suas estrelas mais concentradas

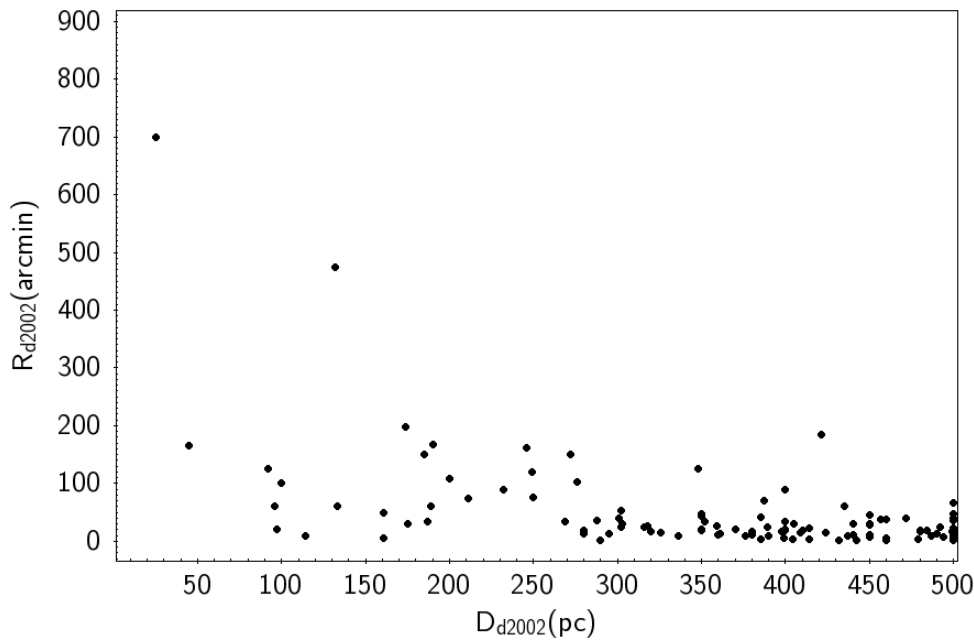


Figura 13 – Relação de distância e raio em minutos de arco de acordo com D2002 para aglomerados localizados entre 0 e 500 pc do Sol.

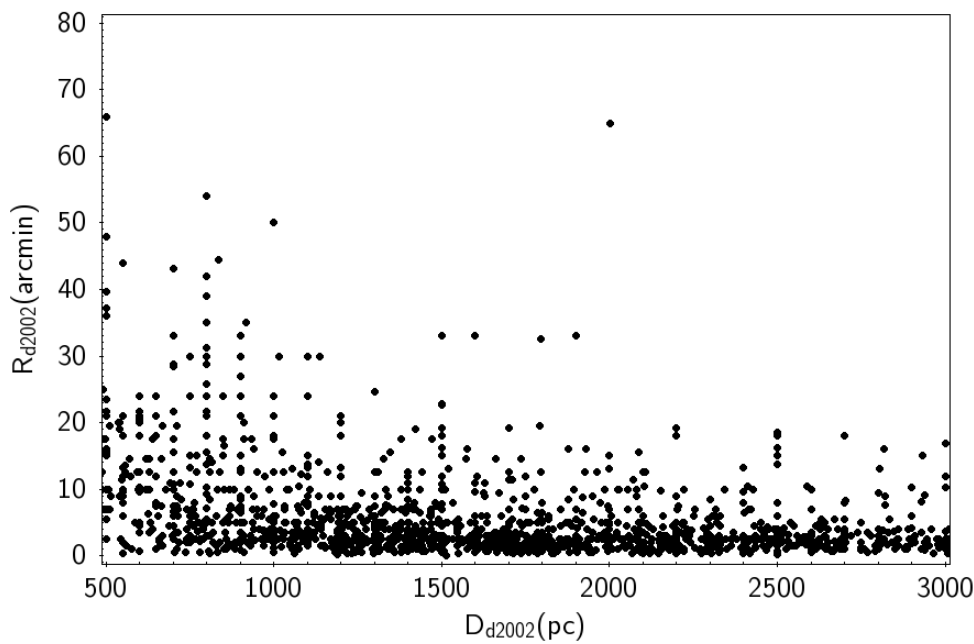


Figura 14 – Relação de distância e raio em minutos de arco de acordo com D2002 para aglomerados localizados entre 500 e 3000 pc do Sol.

no céu, assim como um diâmetro aparente reduzido (por exemplo, NGC 5999, UFMG 2, NGC 6231, NGC 2360, Collinder 261, NGC 188). As Figuras 13 e 14 mostram valores de raio (em minutos de arco) esperado para aglomerados presentes em D2002 em função de sua distância heliocêntrica para dois regimes de distâncias: um abaixo de 500 pc e outro entre 500 pc e 3 kpc.

Para a extração de dados do *Gaia* DR2, utilizamos tipicamente um valor da ordem do dobro do diâmetro aparente do objeto de acordo com D2002 para sua caracterização. Porém, em nossa análise, precisamos de catálogos do *Gaia* não só na região do aglomerado, mas também de regiões adjacentes ao aglomerado, assim aqueles aglomerados em que esse valor não se mostrou apropriado, obtivemos dados em regiões maiores. A aquisição de dados foi feita a partir das coordenadas dos objetos de acordo com D2002 utilizando o vizier (<https://vizier.u-strasbg.fr/>) ou mesmo o Gaia@AIP (<https://gaia.aip.de/>) em regiões onde tivemos que fazer aquisição de grandes quantidades de dados.

Após a determinação dos centros e raios dos objetos de acordo com o *Gaia* DR2, fizemos a aquisição dos outros catálogos (2MASS, APASS DR9 e PAN-STARRS DR1) dentro de uma região centralizada no objeto e limitada pelo raio limite determinado (ver seção 2.4). A justificativa é que em nossa análise com os dados do *Gaia*, precisamos de uma região maior que o limite do aglomerado, pois dados de um campo de controle serão utilizados. Por outro lado, os dados dos demais surveys foram utilizados apenas para se obter fotometria dos membros dos aglomerados em outras bandas e obviamente todos os membros ficam restritos ao raio limite do aglomerado.

### 2.3.1 *Gaia* DR2

Inicialmente foram removidas estrelas de baixa qualidade astrométrica e fotométrica a partir dos filtros estabelecidos em [Arenou et al. 2018] (equações 1,2 e 3 da referência citada). As equações se baseiam em parâmetros de qualidade obtidos ao longo da missão *Gaia*, são eles:

$\chi^2 = astrometric\_chi2\_al$ : O  $\chi^2$  trata-se da medida do quanto um modelo de estrela-única se ajusta a uma dada observação. É dado pelo quadrado função do resíduo observacional dividido pela soma em quadratura da incerteza observacional com o excesso de ruído.

$\nu = astrometric\_n\_good\_obs\_al - 5$ : Fator que representa o número de boas observações, que não foram fortemente reduzidas na solução astrométrica da fonte (com fator de redução  $w > 0, 2$ )

$u = \sqrt{\chi^2/\nu}$ :  $u$ , chamado também de erro de peso unitário, é uma estatística de adequação útil, uma vez que se espera que seja em torno do valor unitário para casos bem comportados da solução astrométrica e está relacionada com o parâmetro  $\chi^2$ .

$E = phot\_bp\_rp\_excess\_factor$ : Fator de excesso de BP / RP estimado a partir da comparação da soma dos fluxos integrados de BP e RP em relação ao fluxo na banda G. Isso mede o excesso de fluxo na fotometria integrada BP e RP em relação à banda G. Acredita-se que esse excesso seja causado por problemas de background e de contaminação que afetam os dados de BP e RP. Portanto, um grande valor deste fator para uma

determinada fonte, indica erros sistemáticos na fotometria BP e RP. As três equações são:

$$u < 1.2 \times \max(1, \exp(-0.2(G - 19.5))) \quad (2.1)$$

$$1.0 + 0.015(G_{BP} - G_{RP})^2 < E < 1.3 + 0.06(G_{BP} - G_{RP})^2 \quad (2.2)$$

$$visibility\_periods\_used > 8 \quad (2.3)$$

Rejeitando valores altos de  $\chi^2$ , a Eq. (1) ajuda a filtrar contaminação por estrelas duplas, efeitos astrométricos devido a estrelas binárias e também por efeitos de calibração. O filtro fotométrico definido pela Eq. (2) é eficiente em remover fontes ruins quem apresentam perturbações devido a estrelas próximas. Na Eq. (3), o parâmetro *visibility\_periods\_used* indica o número de grupos de observações separados de outros grupos por pelo menos 4 dias, o que confere qualidade astrométrica, selecionando estrelas que foram mais observadas. No caso, o filtro mantém estrelas com astrometria bem determinada, porém não exclui completamente estrelas fracas de fotometria ruim (que são eventualmente excluídas pela equação 2).

Também adotamos um valor limite de magnitude  $G = 18$  mag como feito em CG2018 a fim de eliminar fontes pouco informativas com altos erros astrométricos e fotométricos. Para alguns aglomerados muito próximos ou com o espaço de movimento próprio muito contaminado por estrelas de campo, também adotamos um valor limite inferior de paralaxe (ver Tabela A do Apêndice A).

Os filtros mencionados acima são básicos e foram utilizados em toda a análise subsequente com os dados do *Gaia* DR2. Daqui para frente esta será mencionada como uma amostra base de dados e qualquer outro filtro específico será mencionado onde for necessário.

### 2.3.2 2MASS

Utilizamos flags de qualidade do 2MASS para filtrar os dados de melhor qualidade. Os flags de qualidade do 2MASS geralmente apresentam três dígitos, sendo letras ou números inteiros, onde o primeiro dígito corresponde à banda J, o segundo à banda H e o terceiro à banda  $K_S$ . O flag qflg diz respeito a qualidade fotométrica e é associado a três letras. Utilizamos o qflg para cada banda fotométrica igual a A, que diz respeito às fontes de alta confiabilidade que atende ou supera todos os melhores requisitos de sensibilidade, uniformidade e confiabilidade em regiões não fundidas do céu e que também apresentam alta relação sinal-ruído ((SNR) > 10).

Existe também um flag de leitura  $R_{\text{flg}}$ , que indica a qualidade fotométrica e astrométrica das detecções. Este é dado por três números inteiros e, ao adotar o primeiro flag de qualidade fotométrica  $q_{\text{flg}}$  igual a A, os valores de  $R_{\text{flg}}$  ficaram restritos a 1, 2 ou 3, que geralmente indicam as detecções de fotometria e astrometria de melhor qualidade.

### 2.3.3 PAN-STARRS DR1

O PAN-STARRS possui fotometria PSF e fotometria de abertura a partir do raio de Kron [Kron 1980]. Detalhes do processamento dos dados e das fotometrias podem ser vistos em [Magnier et al. 2020]. Utilizamos em nossos catálogos finais apenas a fotometria PSF, para isso, filtramos os dados a partir dos valores nominais de saturação das bandas:  $g_{\text{psmag}} > 14.5$ ,  $r_{\text{psmag}} > 14.5$ ,  $i_{\text{psmag}} > 14.5$ ,  $z_{\text{mag}} > 14$  e  $y_{\text{mag}} > 13$ . Também filtramos os dados fazendo a separação estrela/galáxia, que foi alcançada por objetos selecionados com a diferença entre as magnitudes obtidas através de fotometria PSF e fotometria a partir do raio de Kron. A diferença de magnitude entre a banda g da fotometria PSF com aquela obtida a partir da fotometria de abertura com o raio de Kron foi limitada a  $g_{\text{mag}}(\text{psf}) - g_{\text{mag}}(\text{kron}) < 0.05$ , um valor recomendado em [Chambers et al. 2016].

### 2.3.4 APASS DR9

Mantivemos estrelas com flags  $u_{\text{mag}}$  iguais a 0 para todas as bandas do APASS. Este flag se relaciona ao número de observações, ou seja, o valor  $u_{\text{mag}} = 0$  é associado a estrelas em que a magnitude é baseada em mais de uma observação.

## 2.4 Listas de membros dos aglomerados

Um dos maiores obstáculos na determinação dos parâmetros astrofísicos de aglomerados abertos, é a separação das populações de estrelas do aglomerado das estrelas do campo [Bonatto, Santos Jr. & Bica 2006, Santos Jr., Bonatto & Bica 2005, Pavani & Bica 2007]. Estrelas de tais aglomerados ocupam um volume definido do espaço, movimentam-se juntas no espaço, partilham de composições químicas similares e possuem mesma idade, formando uma sequência bem definida num diagrama cor-magnitude. Dessa forma, quanto mais informações fotométricas, astrométricas e espectroscópicas desse tipo de objeto estiverem disponíveis, mais facilmente será possível remover os campos de estrelas contaminantes na direção de tais objetos. Alguns autores recorrem a ferramentas robustas para associar probabilidades de pertinência às estrelas que compartilham de espaços de parâmetros similares. Por exemplo, [Maia, Corradi & Santos Jr. 2010] utilizam uma ferramenta que associa probabilidades de pertinência às estrelas de um aglomerado tomando uma comparação estatística dos diagramas cor-magnitude do aglomerado com o de um

campo de controle. Já outros autores utilizam apenas de filtragens em amostras fazendo ajustes gaussianos sobre as distribuições de movimentos próprios e paralaxes e, desta maneira, acessam os membros mais prováveis de um aglomerado [Tadross 2018, Ortiz-León et al. 2018, Tadross 2018, Ortiz-León et al. 2018, Ferreira et al. 2019].

Em nosso trabalho [Ferreira et al. 2019], são filtradas amostras de estrelas pelo valor determinado de raio limite e por seu espaço de movimento próprio e em seguida, é utilizada uma ferramenta de descontaminação do diagrama cor-magnitude [Maia, Corradi & Santos Jr. 2010]. CG2018 filtram as amostras através do valor de distância catalogado na literatura. Desta maneira os autores trabalham com uma amostra restrita dentro de um intervalo de paralaxes e em seguida associam probabilidades de pertinência através da aglomeração das estrelas no espaço astrométrico. Nota-se que em todos os casos, os autores exploram os vínculos físicos entre as estrelas através de diferentes propriedades, utilizando técnicas que restringem esses espaços de parâmetros a aqueles ocupados pelo aglomerado.

Para fazer a distinção estatística entre as estrelas dos aglomerados das estrelas de campo, desenvolvemos uma metodologia [Ferreira et al. 2019] que inclui:

- Utilização de filtros de qualidade para os dados do *Gaia* DR2;
- Restrição da amostra em movimento próprio;
- Determinação do centro e perfil radial;
- Ajustes gaussianos das componentes de movimento próprio e filtros limitando as distribuições de movimento próprio;
- Descontaminação dos CMDs através da ferramenta descrita em [Maia, Corradi & Santos Jr. 2010]

Esta metodologia foi estabelecida com o objetivo de tratar três novos aglomerados encontrados a partir dos dados do *Gaia* DR2. Na detecção destes objetos foram utilizadas de restrições espaciais em coordenadas equatoriais e filtros nos diagramas cor-magnitude para que as estrelas de possíveis aglomerados apresentem melhor contraste (i.e. maior sobredensidade) nos espaços de movimento próprio.

Dessa forma, ao encontrar novos aglomerados de estrelas, foram registrados os valores de centro em coordenadas equatoriais e também os valores de pico de movimento próprio de maneira a saber com precisão as posições das estrelas desses aglomerados no espaço e nos diagramas de movimento próprio (Vector Point Diagrams ou VPDs). Então dados do *Gaia* DR2 são extraídos individualmente para cada alvo a partir do centro de coordenadas desses novos objetos em regiões menores. São aplicados filtros de qualidade aos dados e a amostra de dados também é restrita por uma máscara quadrada de 2

mas/year centrada nos picos de movimento próprio do aglomerado. A adoção da restrição de movimento próprio é feita a fim de eliminar o excesso de estrelas de campo sem excluir prováveis estrelas dos aglomerados. Além disso, ela torna possível, particularmente em campos densos, a construção de perfis de densidade radial e a determinação de um raio limite, que é outro vínculo importante entre as estrelas de um aglomerado, pois com este valor determinado, elimina-se estrelas contaminantes que se encontram fora do limite espacial do aglomerado.

A nova metodologia partilha dos mesmos procedimentos para a determinação de centro e perfil radial dos aglomerados adotados em [Ferreira et al. 2019], porém adotamos o valor limite de magnitude (i.e.  $G = 18.0$ ) mencionado na seção anterior. Para alguns casos de aglomerados muito próximos projetados em campos muito densos, também adotamos um limite inferior de paralaxe das amostras a fim de remover contaminação das estrelas de campo.

Outro ponto alterado é que ao invés de tomar ajustes gaussianos unidimensionais separadamente em histogramas das componentes de movimento próprio, agora construímos histogramas bidimensionais do diagrama de movimentos próprios e aplicamos ajustes gaussianos bidimensionais para efetuar a filtragem das amostras. Na obtenção da amostra final, abandonamos a pertinência estabelecida através dos CMDs e estabelecemos um filtro nos valores de paralaxe. Por se tratarem de aglomerados majoritariamente próximos e conhecidos, através de diversos testes percebemos que a descontaminação desses objetos por restrições em paralaxe foi efetiva para a eliminação de outliers dos CMDs. Outro ponto que encorajou essa alteração é que muitos aglomerados, por exemplo as Plêiades, possuem estrelas com movimentos próprios bem diferentes das estrelas de campo e a restrição de movimento próprio fazia com que uma análise de pertinência nos diagramas cor-magnitude ficasse refém de estatísticas de poucos números.

De maneira geral, a nova metodologia se baseia em:

- Aquisição de dados do GAIA centrado nas coordenadas dos objetos de acordo com [Dias et al. 2002] utilizando o Vizier;
- remoção de estrelas de baixa qualidade astrométrica e fotométrica a partir dos filtros estabelecidos em [Arenou et al. 2018] (equações 1,2 e 3 da referência citada);
- filtro em magnitude  $G < 18$ ;
- filtro em paralaxe para alguns casos (mencionados acima);
- corte em cor para a determinação do valor de pico de movimento próprio do aglomerado no VPD;

- construção de uma máscara de movimento próprio no entorno do pico de movimento próprio determinado;
- aplicação da máscara de movimento próprio na amostra base;
- determinação de novos centros dos aglomerados ;
- determinação de perfis radiais e restrição das amostras pelo raio limite estabelecido pelo perfil radial;
- construção de histogramas com os VPDs das amostras restritas pelo raio limite e para amostras de um campo adjacente;
- subtração dos histogramas dos VPDs da região dentro do raio limite com um campo adjacente e ajustes gaussianos 2d;
- restrição das amostras de movimento próprio dentro de  $3\sigma$  dos ajustes 2d;
- construção de histograma 1d da paralaxe da amostra restante e ajustes gaussianos 1d nos histogramas;
- remoção de estrelas com paralaxes fora de  $3\sigma$  do valores médios estabelecidos com os ajustes.

### 2.4.1 Detecção do pico de movimento próprio

Como a maioria das estrelas se encontram na sequência principal, principalmente aglomerados sujeitos a baixos valores de excesso de cor, terão seus turnoffs localizados em  $G_{BP} - G_{RP} \sim 0$  (vide cortes em cor apresentados em [Ferreira et al. 2019] ). O painel superior da Figura 15 mostra CMDs de membros prováveis de diversos aglomerados (símbolos coloridos) superpostos em suas respectivas amostras de campo (símbolos pretos). Nota-se que um corte em  $G_{BP} - G_{RP} < 2.0$  (painel inferior) recupera amostras de estrelas de sequência principal de todos os aglomerados da amostra, isto é, aglomerados compreendidos entre distâncias que variam de  $\sim 100$  pc (Pleiades) até  $\sim 2000$  pc (NGC 5999). Dessa forma, a partir de nossa amostra base, realizamos um corte em cor, construímos VPDs e buscamos inicialmente por sobredensidades nos mesmos. Inicialmente partimos com um valor limite de cor  $G_{BP} - G_{RP} < 2.5$  que preserva a maioria das estrelas de nossos aglomerados e, para os casos de aglomerados mais distantes e severamente contaminados, aumentamos este valor limite, a fim de se fazer a detecção inicial do aglomerado no VPD. O valores de corte em cor podem ser vistos na Tabela A do Apêndice A. Em seguida estabelecemos intervalos em  $\mu_{\alpha}^*$  e  $\mu_{\delta}$  no entorno das sobredensidades dos VPDs, tomamos histogramas das quantidades  $\mu_{\alpha}^*$  e  $\mu_{\delta}$  e computamos a moda das distribuições, como visto na Figura 16 para as Plêiades. Os intervalos utilizados no entorno dos picos de movimento próprio foram escolhidos de maneira a serem suficientemente grandes para englobar a

região central da sobredensidade no VPD, esses valores podem ser vistos na Tabela A do Apêndice A, assim como os valores máximos de  $\mu_\alpha^*$  e  $\mu_\delta$  registrados para cada aglomerado. Neste ponto não nos preocupamos em utilizar todos os membros do aglomerado, pois este procedimento é apenas uma estatística inicial para detectar o aglomerado no espaço de parâmetros de movimento próprio. Para as análises subsequentes, abandonamos quaisquer filtros em cor e nos VPDs, pois o objetivo desta etapa foi o de computar os valores centrais das componentes de movimento próprio dos aglomerados.

Os valores dos bins de movimento próprio e paralaxe utilizados neste trabalho não foram fixados, pois os aglomerados aqui estudados apresentam regimes diferentes de dispersão das quantidades astrométricas e números de membros. Os valores dos bins adotados por aglomerado se encontram na Tabela A do Apêndice A.

## 2.4.2 Máscara de movimento próprio, determinação de centro e perfil radial

### 2.4.2.1 Máscara de movimento próprio

Através das modas das distribuições de  $\mu_\alpha^*$  e  $\mu_\delta$ , criamos filtros em forma de caixa de lados com unidades de milissegundos de arco/ano (mas/year) para serem aplicados na amostra base. Para as análises subsequentes, abandonaremos qualquer filtro em cor, pois obviamente eles excluem estrelas muito frias na baixa sequência principal de aglomerados próximos e possíveis estrelas gigantes para alguns dos aglomerados mais velhos.

[Cantat-Gaudin et al. 2018], a partir de dados do GAIA DR2, realizaram a descontaminação de mais de 1200 aglomerados abertos utilizando os espaços astrométricos de  $\mu_\alpha^*$ ,  $\mu_\delta$  e  $\varpi$ . Os autores consideram como membros estrelas com probabilidade de pertinência superior a 50%. Utilizamos essa amostra de aglomerados e, para cada aglomerado, construímos histogramas das quantidades  $\mu_\alpha^*$  e  $\mu_\delta$  utilizando a função `histogram.pro` do IDL limitando a amostragem dos histogramas em 10 bins (limitados entre os valores máximos e mínimos das distribuições). Em seguida fizemos ajustes gaussianos destas quantidades e, para cada ajuste, computamos os valores da dispersão das gaussianas ajustadas e avaliamos seu comportamento com a distância dos aglomerados conforme CG2018, como pode ser visto nos painéis da Figura 17.

A fim de estimar como a dispersão de movimento próprio se comporta (em média) em função da distância, separamos os aglomerados em intervalos de 100 pc e tomamos os valores médios de sigma. Notamos que os aglomerados mais próximos tendem a apresentar valores de dispersão maiores, devido ao movimento aleatório aparente das estrelas ser maior. É possível perceber também que aglomerados situados em distâncias acima de 1 kpc tendem (em média) a ter um valor aproximadamente fixo de sigma, o que mostra que a partir deste limite a dispersão física de movimentos próprios tende a ser irrisória perante os erros astrométricos. Desta forma, adotamos um valor médio de sigma para aglomerados

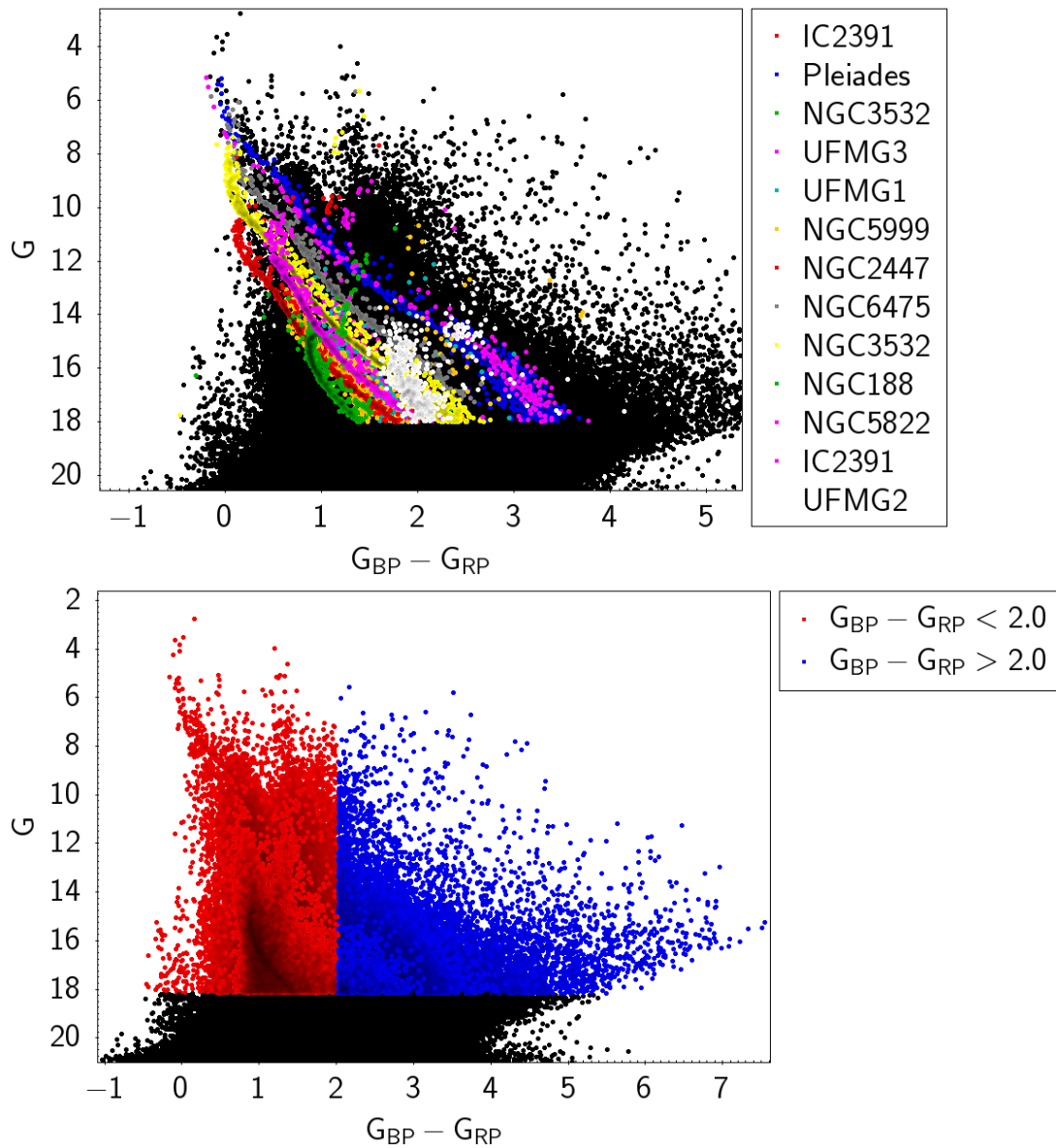


Figura 15 – Painel superior: CMDs de membros prováveis de diversos aglomerados superpostos em suas respectivas amostras de campo. Painel inferior: cortes em cor e magnitude, nota-se que um corte em  $G_{BP} - G_{RP} < 2.0$  recupera amostras de estrelas de sequência principal de todos os aglomerados da amostra

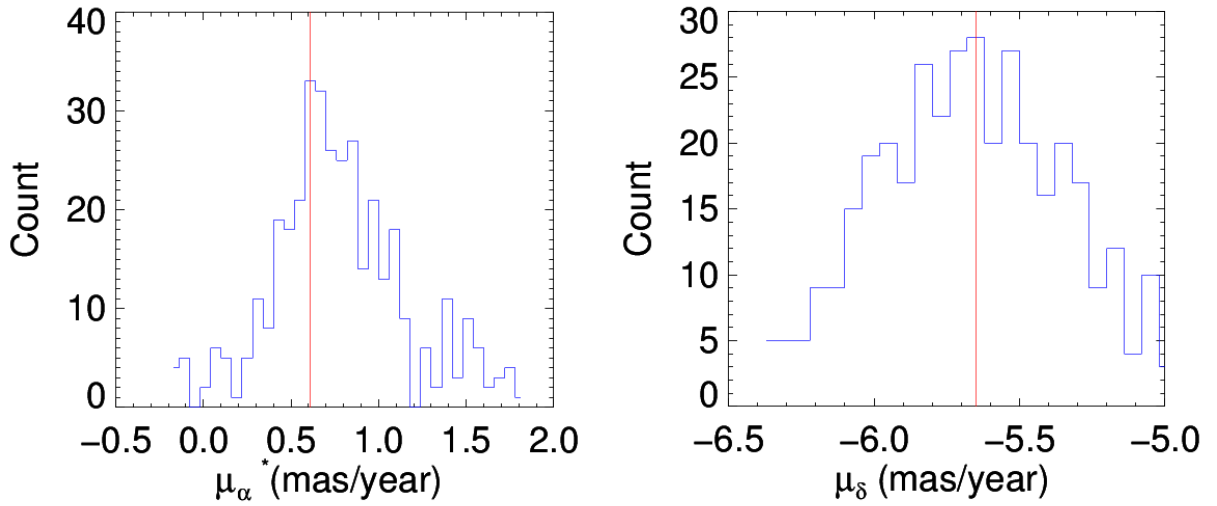


Figura 16 – Detecção do pico de movimento próprio para o aglomerado NGC 1039. A amostra foi estabelecida a partir de um filtro de cor e magnitude. As linhas vermelhas indicam os valores de pico de  $\mu_\alpha$  e  $\mu_\delta$  registrados no procedimento.

de distâncias maiores do que 1kpc (Fig. 18).

Já para os aglomerados situados a menos de 1 kpc, realizamos um ajuste exponencial limitado a distância de 1 kpc (Fig. 19).

Esse procedimento foi realizado para ser possível construir máscaras de movimento próprio de tamanhos que se ajustem a aglomerados de diferentes distâncias. A partir dos valores médios representativos  $\sigma_{rep}$  de dispersão, adotamos caixas de lado igual a 20 vezes esse valor, ou seja, limitamos as amostras de estrelas dos aglomerados dentro de  $10\sigma_{rep}$  em torno dos valores de pico de movimento próprio. De forma geral, os tamanhos das máscaras de movimento próprio foram:

$$L_{pmra} = \begin{cases} 20 \times [1.229 \times \exp(-0.005 \times D_{cluster}) + 0.136] & \text{se } D_{cluster} \leq 1000pc \\ 20 \times [0.136] & \text{se } D_{cluster} > 1000pc \end{cases}$$

$$L_{pmde} = \begin{cases} 20 \times [1.190 \times \exp(-0.005 \times D_{cluster}) + 0.131] & \text{se } D_{cluster} \leq 1000pc \\ 20 \times [0.131] & \text{se } D_{cluster} > 1000pc \end{cases}$$

Onde  $D_{cluster}$  é a distância em pc do aglomerado de acordo com D2002. A Figura 20 mostra máscaras de movimento próprio para 4 aglomerados de diferentes distâncias. É possível notar que as máscaras se ajustam bem à aglomeração de movimento próprio para os diferentes objetos.

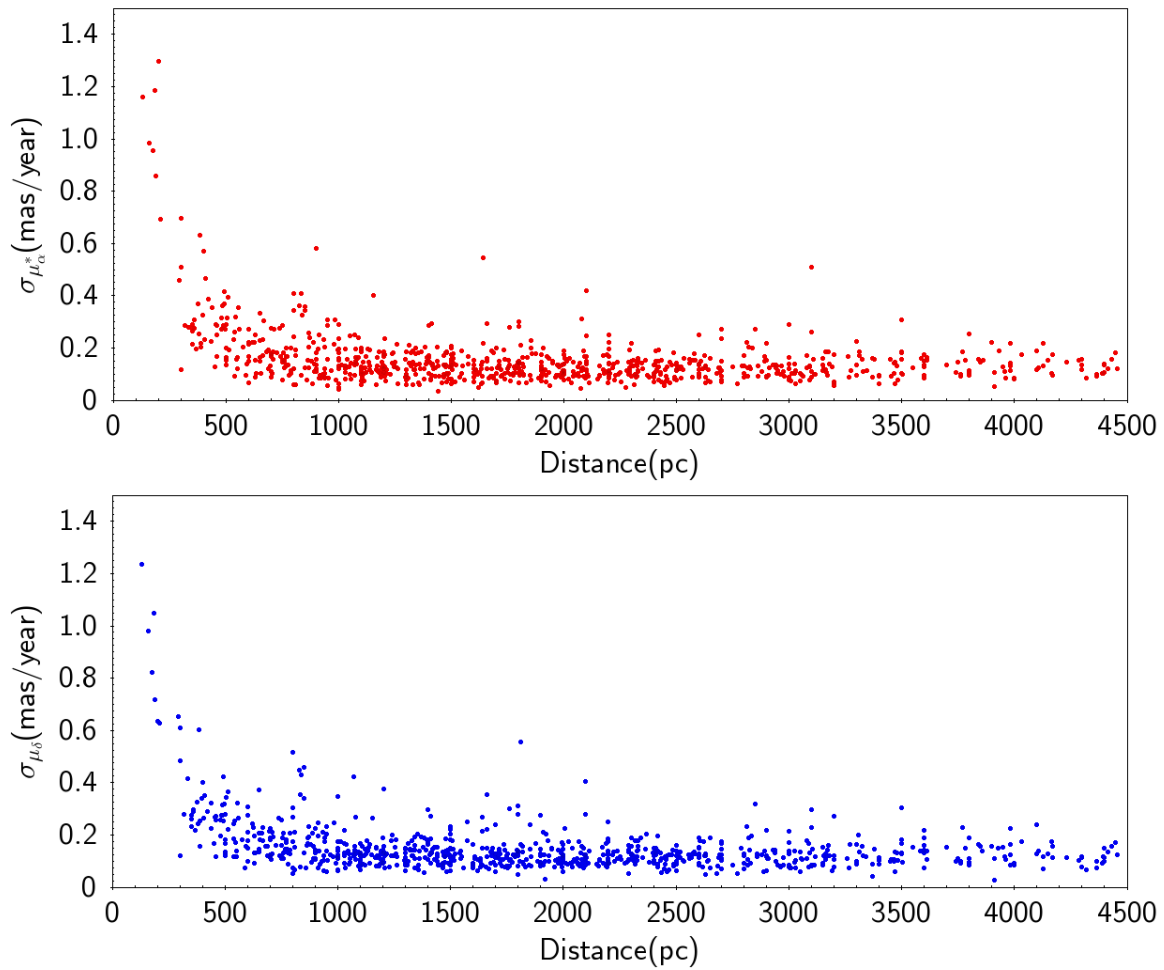


Figura 17 – Valores de dispersão  $\sigma$  das componentes  $\mu_\alpha^*$  e  $\mu_\delta$  de movimento próprio em função da distância ao Sol para os aglomerados abertos que tiveram membros determinados em [Cantat-Gaudin et al. 2018].

#### 2.4.2.2 Determinação de centro e perfil radial

Após estabelecer o tamanho da máscara de movimento próprio, aplicamos a mesma na amostra base de dados (amostra definida na seção 2.3.1). A partir dessa subamostra estabelecida, construímos histogramas com as coordenadas equatoriais das estrelas e estimamos os valores de centro dos aglomerados em ambas coordenadas, realizadas através de ajustes gaussianos (tomando os valores médios do ajustes). Um exemplo desse procedimento pode ser visto na Figura 21 para o aglomerado NGC 2099. Este valor de centro não necessariamente será o valor final de centro do aglomerado, pois será utilizado apenas no procedimento de construção do perfil radial. Posteriormente aplicamos pequenas variações nas coordenadas deste centro de forma que o perfil de densidade tenha um máximo central.

Estimamos os perfis radiais dos aglomerados contabilizando o número de estrelas dentro de anéis concêntricos de mesma espessura em torno do centro do aglomerado. Então dividimos o número de estrelas computadas pela área de seu respectivo anel, estabelecendo um valor de densidade estelar e plotamos essa quantidade em função da distância do anel

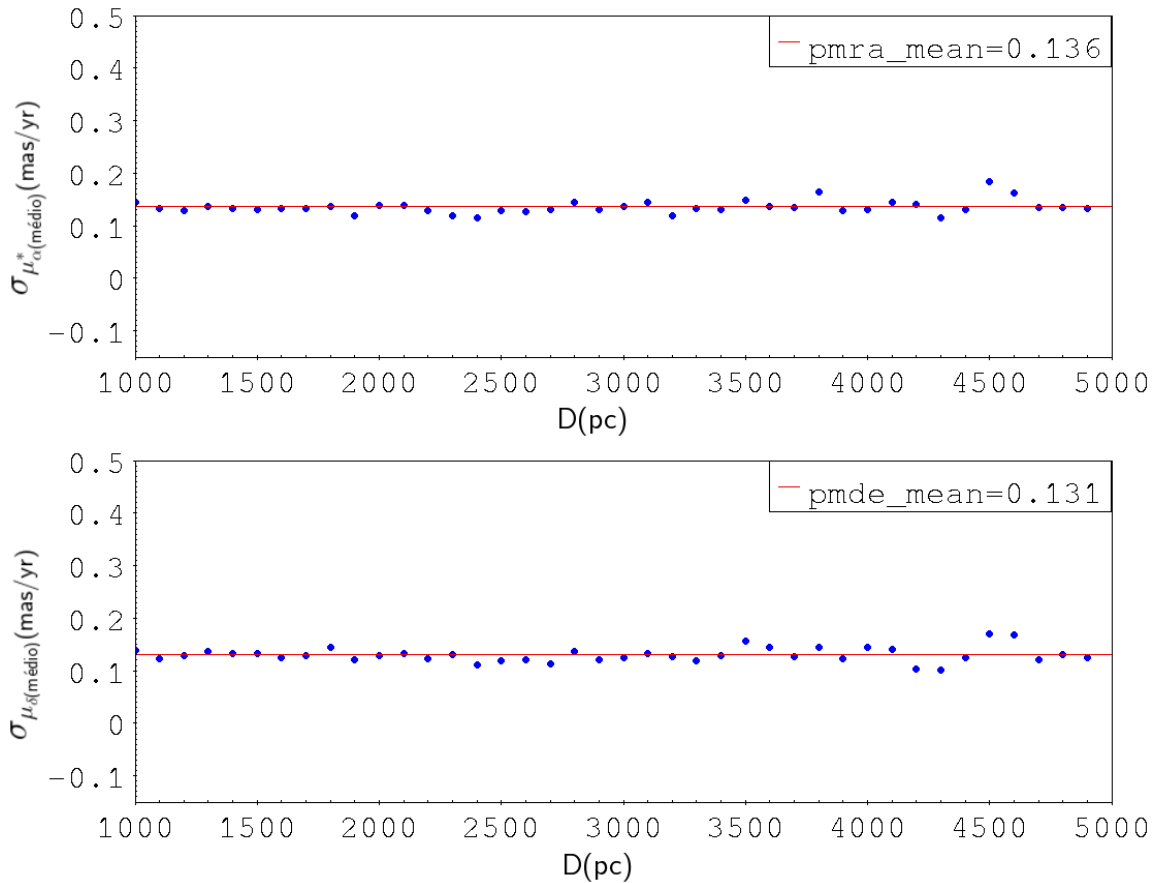


Figura 18 – Valores médios de dispersão  $\sigma$  das componentes  $\mu_{\alpha}^*$  e  $\mu_{\delta}$  de movimento próprio em função da distância ao Sol. A linha representa um valor médio que será representativo para todos os aglomerados situados a mais de 1kpc.

ao centro do aglomerado. Para este procedimento, repetimos este procedimento para 4 espessuras de anéis de 75, 100, 125 e 150 segundos de arco a fim de mitigar os efeitos de binagem na distribuição de densidade.

Um único conjunto de espessura de anéis não é capaz de produzir perfis radiais fidedignos para aglomerados de distâncias e número de membros tão diferentes, pois a amostragem de estrelas nos anéis depende da proximidade aparente entre estrelas. Aglomerados mais próximos possuem seus membros aparentemente mais dispersos por efeito da própria distância, por outro lado, aglomerados mais distantes tendem a ser mais aparentemente concentrados. A riqueza do conteúdo estelar dos aglomerados também influencia na proximidade aparente das estrelas no céu. Assim, a fim de melhor estabelecer as amostragem dos anéis, aplicamos um fator multiplicativo ao vetor contendo os 4 valores diferentes de espessuras. Por exemplo, a Figura 22 mostra os perfis radiais de aglomerados situados em diferentes distâncias com distribuições estelares bem diferentes em que utilizamos diferentes fatores de multiplicação dos bins. Também computamos os valores de densidade de um intervalo do céu distante do centro do aglomerado e computamos o valor de raio limite do aglomerado como sendo a distância em que o nível de contagens

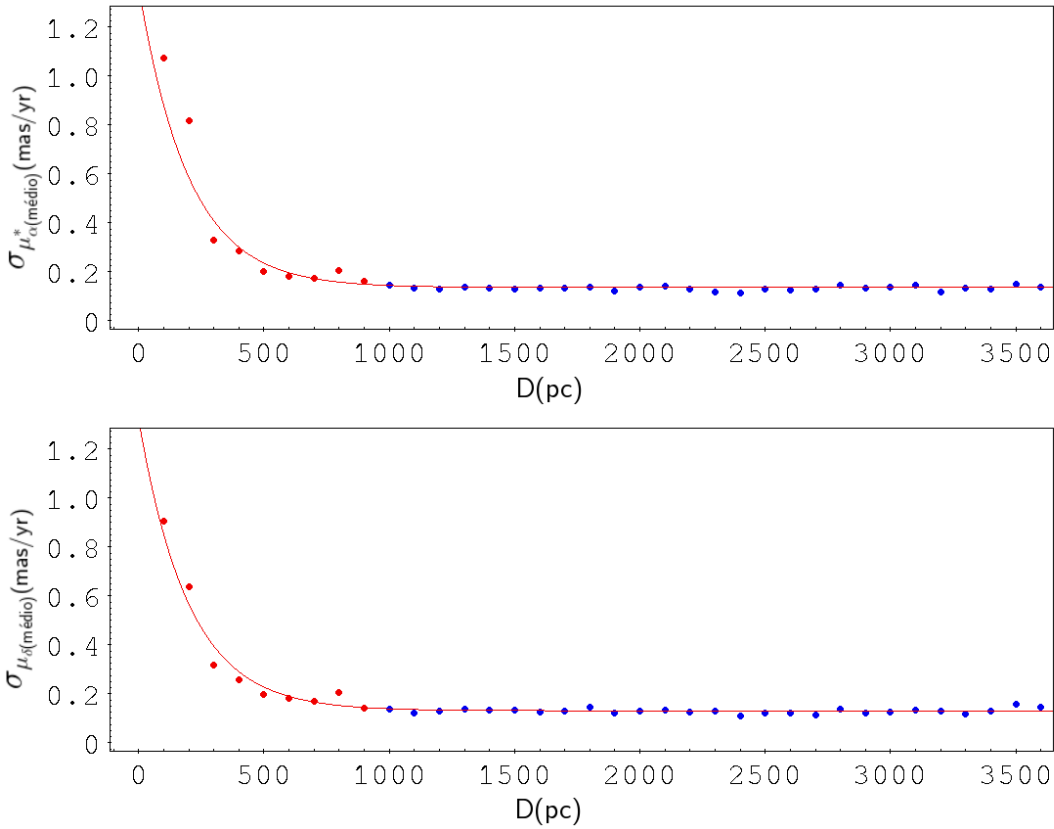


Figura 19 – Valores médios de dispersão  $\sigma$  das componentes  $\mu_{\alpha}^*$  e  $\mu_{\delta}$  de movimento próprio em função da distância ao Sol. A linha representa um ajuste exponencial realizado entre as distâncias de 0 a 1 kpc (amostra em vermelho). Os valores da função ajustada serão tomados como valor médio que será representativo para todos os aglomerados situados a menos de 1kpc.

dos anéis alcança o valor médio computado para o céu. Os fatores multiplicativos dos bins, assim como os valores estabelecidos para o intervalo do céu estão na Tabela A do Apêndice A. As coordenadas centrais e o raio limite finais estão na Tabela 2.5. Os perfis radiais dos aglomerados estudados neste trabalho se encontram nas Figuras 106 - 110 do Apêndice B.

### 2.4.3 Ajuste e restrição de movimento próprio das amostras

A fim de estabelecer um filtro consistente com a distribuição de estrelas no VPD dos aglomerados, construímos filtros capazes de melhor prever a morfologia da distribuição das estrelas no VPD.

Neste ponto, a amostra de trabalho possui estrelas projetadas em uma mesma região do espaço, porém existirão estrelas com valores de paralaxe bem diferentes do valor médio dos aglomerados e estrelas com valores de movimento próprio diferentes dos valores dos aglomerados, já que as máscaras quadradas de movimento próprio tendem a abarcar regiões substancialmente maiores que as dispersões esperadas para os aglomerados.

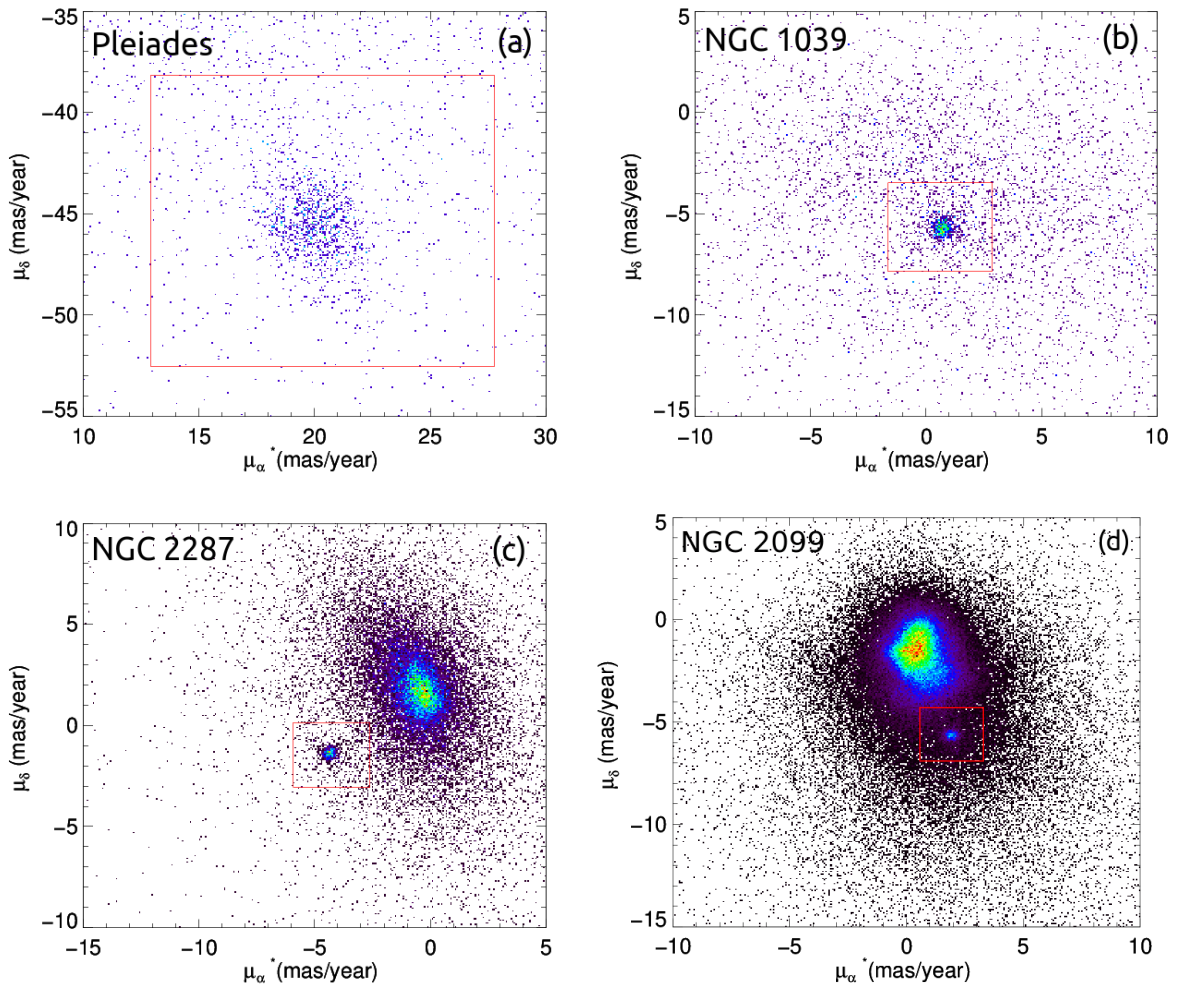


Figura 20 – Máscaras de movimento próprio superpostas em amostras base de dados de movimento próprio de 4 aglomerados de diferentes distâncias ([Dias et al. 2002]): (a) Pleiades (133 pc), (b) NGC 1039 (499 pc), (c) NGC 2287 (710 pc) e (d) NGC 2099 (1433 pc).

Inicialmente, para cada aglomerado, construímos um histograma em duas dimensões do VPD com as amostras restritas pelo raio limite estabelecido para o aglomerado. Em seguida também construímos histogramas em duas dimensões para um campo de estrelas espacialmente adjacente e de mesma área que o aglomerado: o raio interno do campo de controle é 1.3 vezes maior que o raio limite e o raio externo é estabelecido de tal maneira que as áreas do aglomerado e do campo de controle sejam iguais. Os painéis da Figura 23 mostram uma carta celeste e CMDs da região do aglomerado e do campo de controle para os aglomerados NGC6633, NGC2632 e IC4756.

A fim de remover a contribuição das estrelas contaminantes na distribuição de movimento próprio, subtraímos os histogramas e realizamos ajustes gaussianos 2d nos histogramas resultantes utilizando a função `gauss2dfit.pro` do IDL. Esse procedimento pode ser visto na Figura 24, exemplificado para o aglomerado NGC 3532.

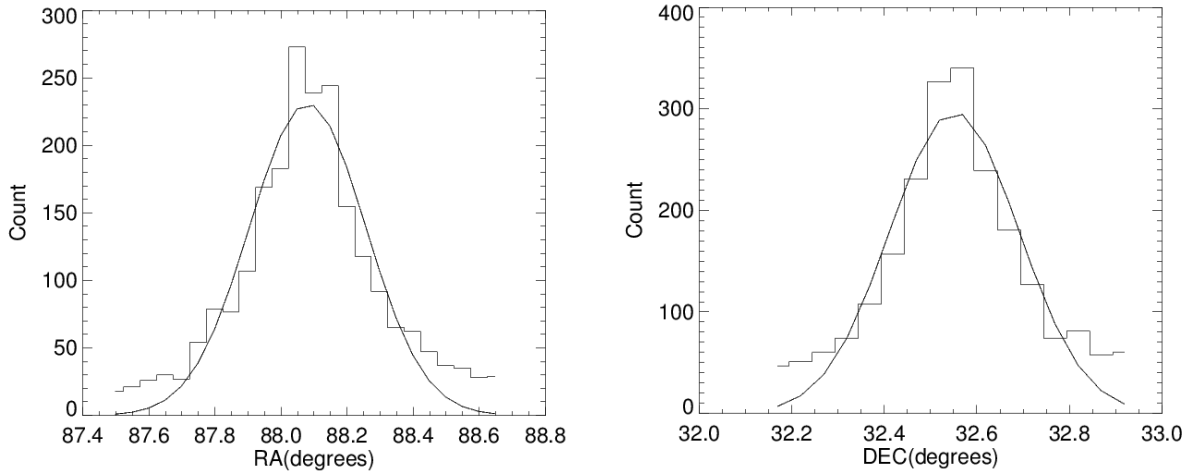


Figura 21 – Histogramas das coordenadas equatoriais do aglomerado NGC 2099 superpostos com ajustes gaussianos.

A função ajustada é da forma:

$$F(x, y) = A_0 + A_1 e^{-(U/2)}$$

onde  $U = (x'/A_2)^2 + (y'/A_3)^2$ ,  $x' = (x - A_4)\cos(A_6) - (y - A_5)\sin(A_6)$  e  $y' = (x - A_4)\sin(A_6) + (y - A_5)\cos(A_6)$

Em nosso caso, x e y são respectivamente as componentes de movimento próprio em ascensão reta e declinação. Os demais coeficientes são definidos por:

- $A_0$ : um termo constante
- $A_1$ : fator de normalização
- $A_2$ : dispersão da gaussiana em x
- $A_3$ : dispersão da gaussiana em y
- $A_4$ : valor médio da gaussiana em x
- $A_5$ : valor médio da gaussiana em y
- $A_6$ : ângulo de rotação da elipse projetada no plano xy a partir do eixo x em radianos no sentido anti-horário.

Os coeficientes ajustados se encontram na Tabela A do Apêndice A. Omitimos os termos  $A_0$  e  $A_1$ , pois não foram utilizados em nossa análise.

A função ajustada projetada no VPD uma elipse. Por exemplo, a Figura 25 mostra três elipses concêntricas projetadas nos movimentos próprios de alguns desses aglomerados, cada elipse representa um múltiplo de sigma dos ajustes, ou seja,  $1\sigma$ ,  $2\sigma$  e  $3\sigma$ . Então

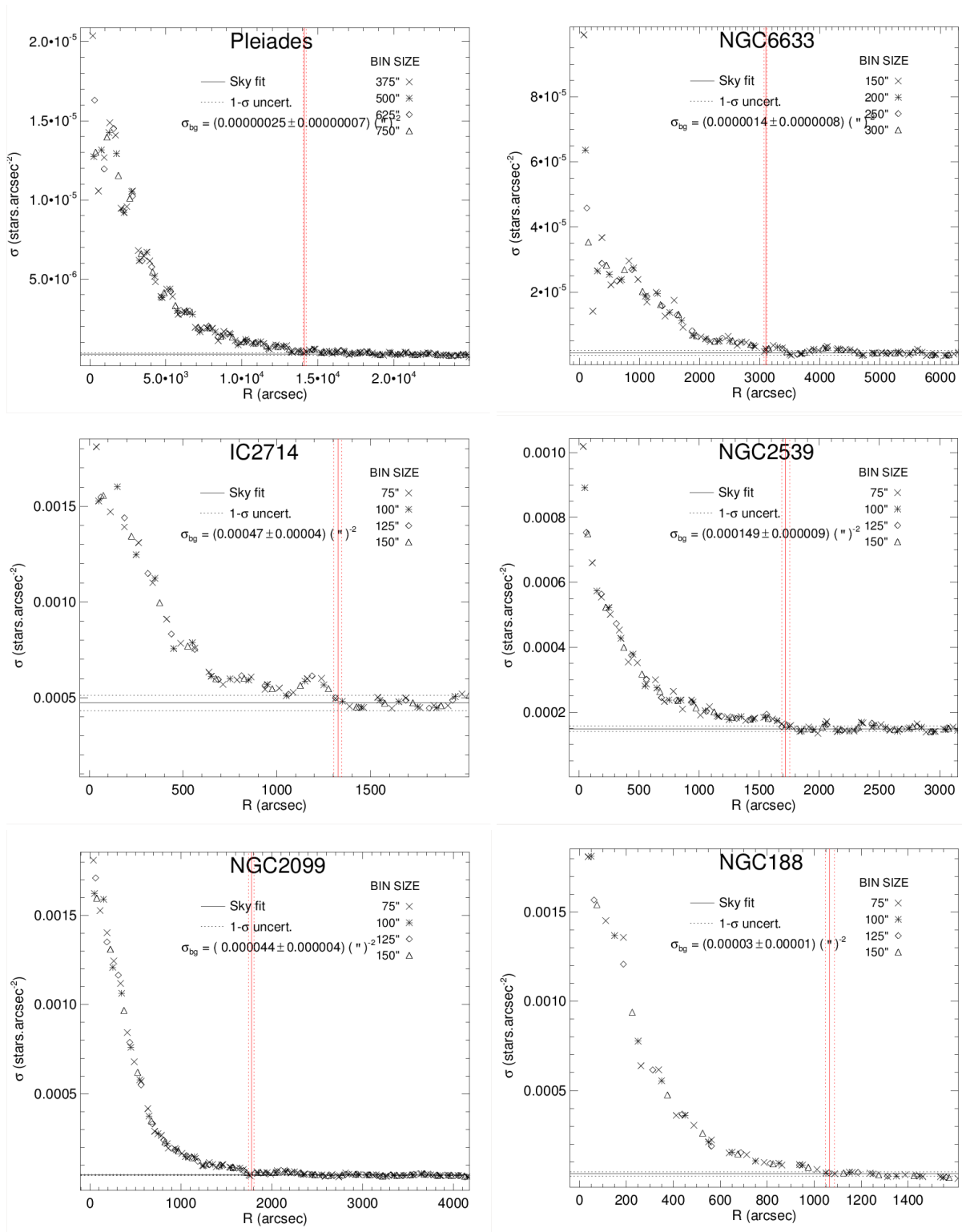


Figura 22 – Perfis radiais de 6 aglomerados de diferentes distâncias [Dias et al. 2002]: Pleiades (133 pc), NGC 6633 (376 pc), IC 2714 (1238 pc), NGC 2539 (1363 pc), NGC 2099 (1383 pc) e NGC 188 (1714 pc). A linha vermelha sólida representa o valor de raio limite, ou seja, onde a densidade do perfil radial atinge o valor do céu. As linhas vermelhas pontilhadas representam o valor de incerteza do raio.

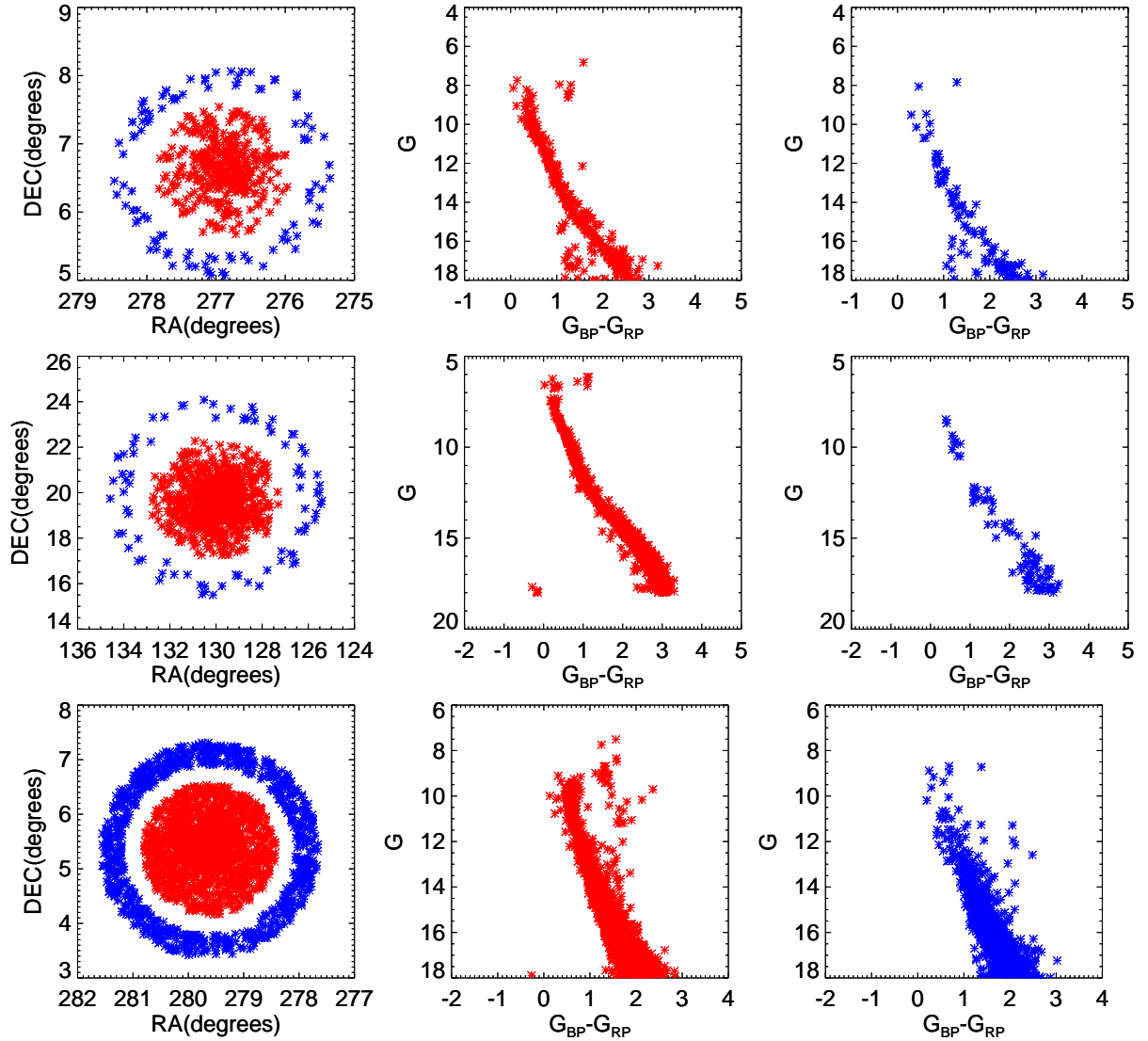


Figura 23 – Painéis mostrando em vermelho estrelas da região delimitada pelo raio limite do aglomerado e em azul a região do campo utilizada na descontaminação. Os painéis da esquerda mostram as estrelas em coordenadas equatoriais, os painéis centrais CMDs da estrelas da região do aglomerado e painéis da direita os CMDs dos campos para os aglomerados NGC6633, NGC2632 e IC4756, respectivamente.

estabelecemos um filtro dentro de  $3\sigma$  dos ajustes. De forma geral, a partir desta etapa, ao invés de restringir os movimentos próprios dos aglomerados dentro de uma caixa, agora são restritos dentro de uma elipse de semi-eixos que equivalem a  $3\sigma$  dos ajustes. Os parâmetros dos ajustes Gaussianos 2d estão presentes na Tabela A do Apêndice A.

#### 2.4.4 Restrição de paralaxe das amostras

Para eliminar estrelas com paralaxes muito maiores ou muito menores que o valor médio de paralaxe dos aglomerados, tomamos ajustes gaussianos em uma dimensão nos valores de paralaxe dessas amostras utilizando a função `gaussfit.pro` do IDL. A partir dos ajustes, limitamos as amostras em  $3\sigma$  do valor médio. Esse procedimento pode ser visto na

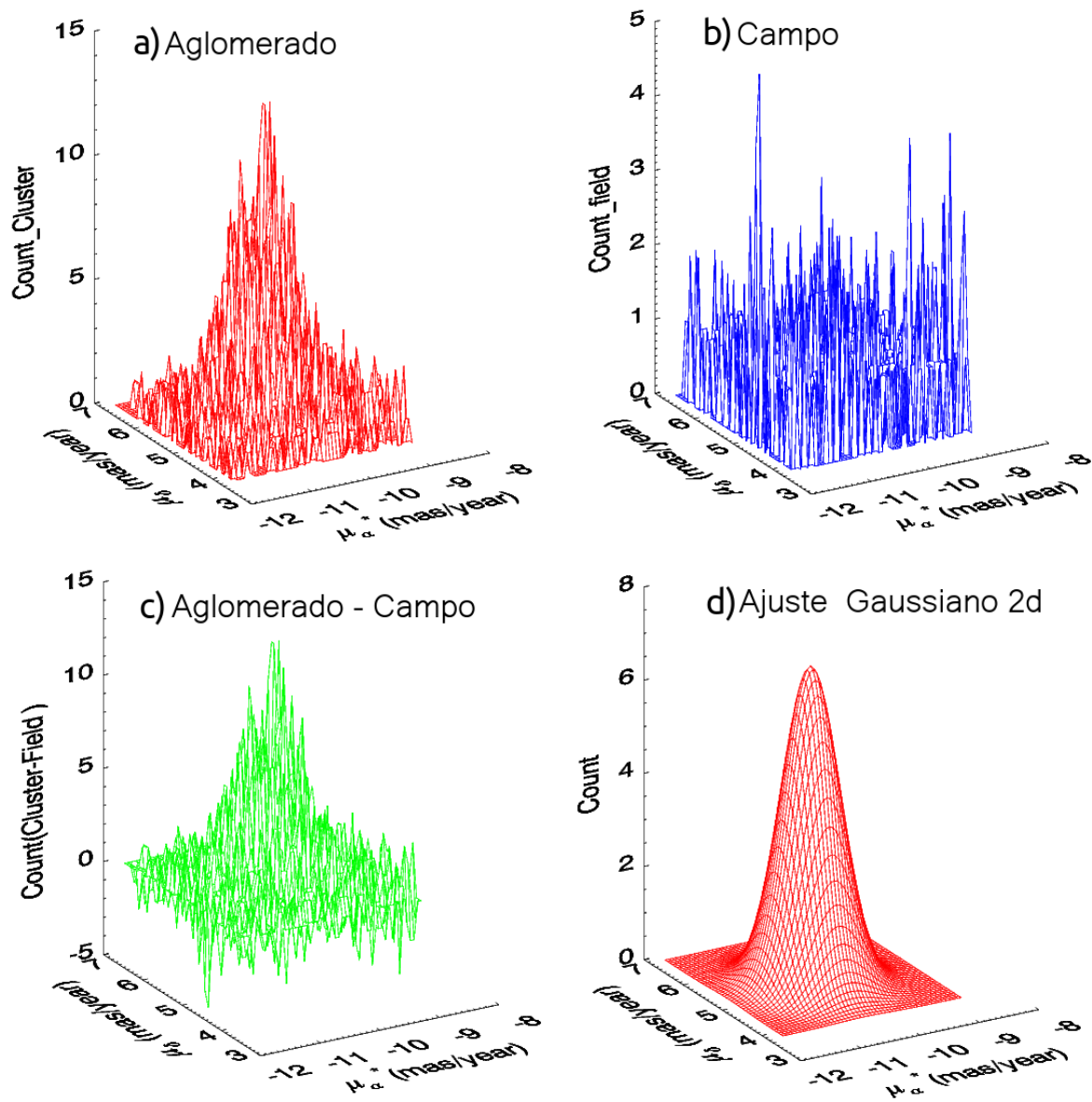


Figura 24 – Procedimento de restrição de movimento próprio para o aglomerado NGC 3532. a) Histograma 2d no VPD do aglomerado, b) Histograma 2d no VPD de um campo de controle de mesma área que o aglomerado, c) Subtração dos histogramas para remover a contribuição do campo contaminante e d) Ajuste gaussiano 2d sobre a distribuição restante.

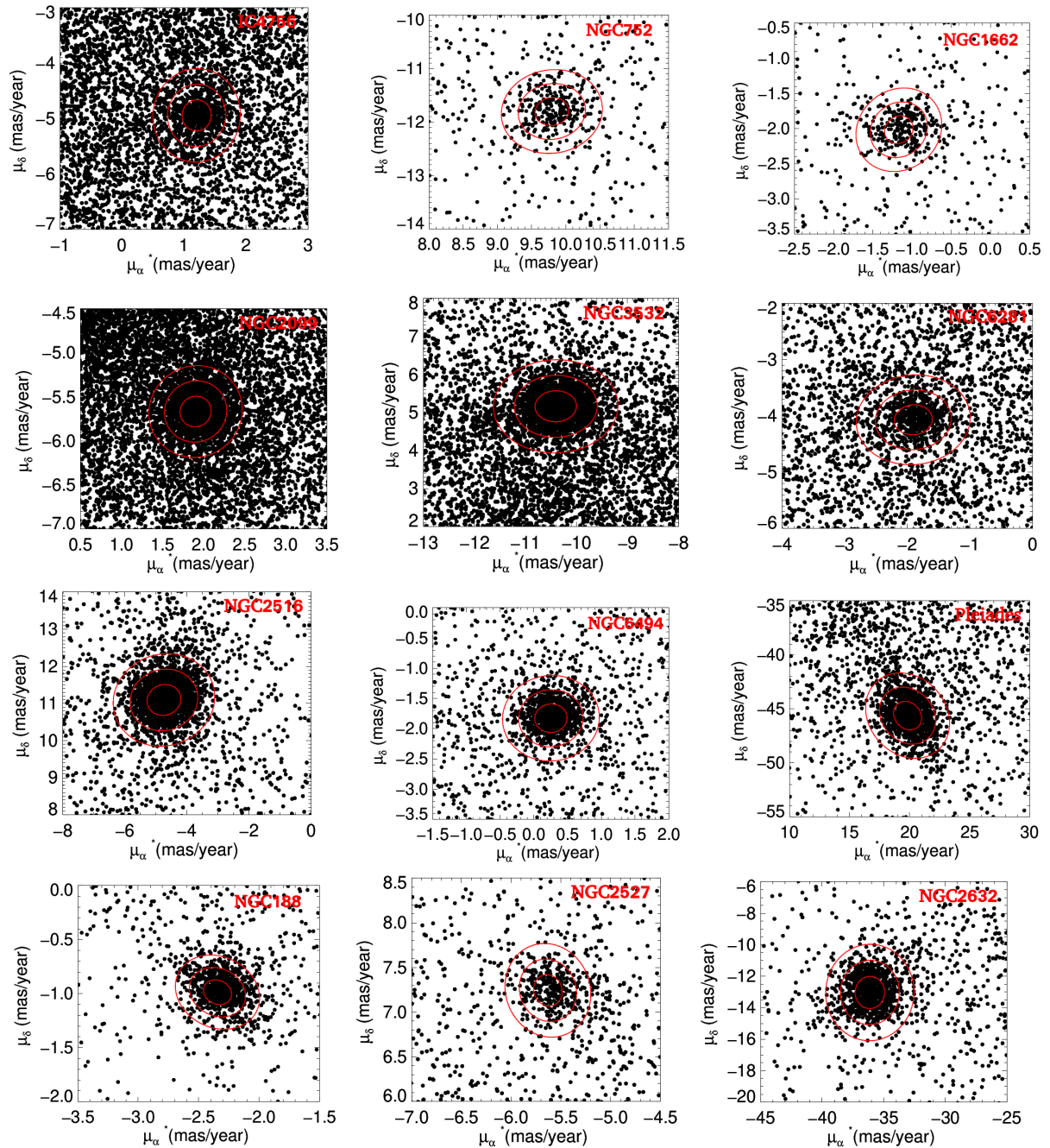


Figura 25 – Procedimento de restrição de movimento próprio para 12 aglomerados de nossa amostra. Cada elipse representa uma, duas e três vezes o valor de dispersão obtido através dos ajustes gaussianos 2d, ou seja,  $1\sigma$ ,  $2\sigma$  e  $3\sigma$ . O filtro de movimento próprio se dá na restrição das amostras pela elipse equivalente a  $3\sigma$  no plano de movimento próprio.

Figura 26. Os valores médios de paralaxe e desvio padrão desse procedimento para cada aglomerado podem ser vistos na Tabela A do Apêndice A.

Após os procedimentos de filtragem com a paralaxe, determinamos os parâmetros astrométricos dos aglomerados tomando os valores médios obtidos a partir dos ajustes gaussianos de paralaxe e movimento próprio e seus respectivos valores de  $\sigma$ . Os valores astrométricos médios e suas dispersões, assim como número de membros de cada aglomerado se encontram na Tabela 2.5.

## 2.5 Listas de membros e CMDs

Nossa lista de membros foi obtida através da atuação dos filtros mencionados anteriormente. Os painéis da Figura 27 mostram as relações entre movimento próprio e paralaxe para alguns dos aglomerados estudados (os demais aglomerados são apresentados nas Figuras 111 - 125 do Apêndice B). Os painéis da Figura 28 mostram os CMDs descontaminados para alguns dos aglomerados (os CMDs dos demais aglomerados são apresentados nas Figuras 126 - 130 do Apêndice B). Apresentamos também a distribuição espacial dos membros mais prováveis e a demarcação do centro de cada aglomerado nas Figuras 101 - 105 do Apêndice B.

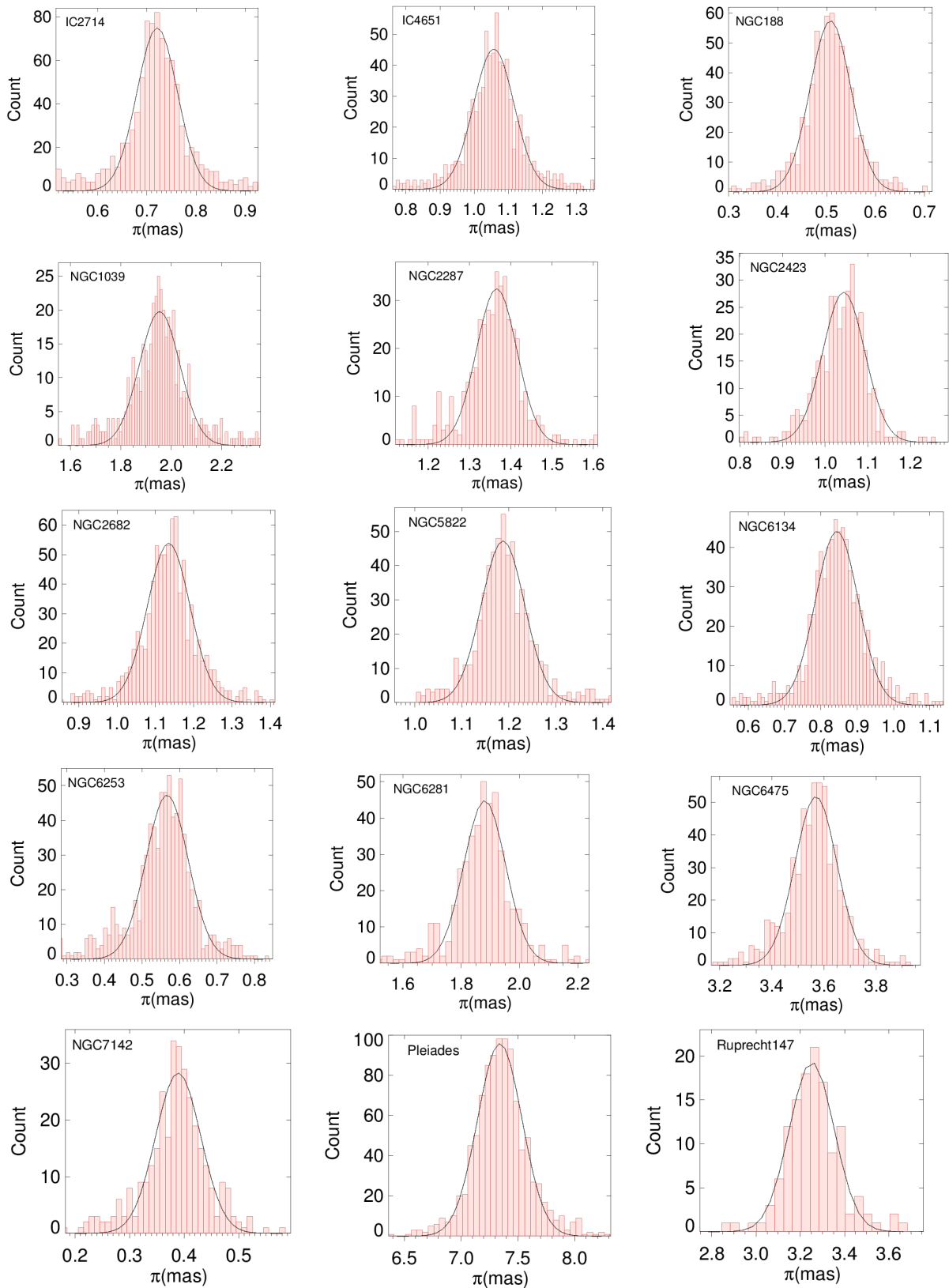


Figura 26 – Procedimento de restrição de paralaxe para 15 aglomerados de nossa amostra. O filtro de paralaxe se dá removendo estrelas fora a  $3\sigma$  do valor médio de paralaxe.

Cluster	RA	DEC	$\mu_\alpha^*$	$\sigma\mu_\alpha^*$	$\mu_\delta$	$\sigma\mu_\delta$	$\varpi$	$\sigma\varpi$	$r_{lim}$	$\delta_{r_{lim}}$	N
	<i>deg</i>	<i>deg</i>	<i>mas/yr</i>	<i>mas/yr</i>	<i>mas/yr</i>	<i>mas/yr</i>	<i>mas</i>	<i>mas</i>	<i>arcmin</i>	<i>arcmin</i>	
Berkeley 81	285.419	-0.456	-1.202	0.145	-1.854	0.191	0.247	0.105	4.6	0.6	133
NGC 1245	48.700	47.225	0.511	0.141	-1.583	0.102	0.292	0.053	13.5	0.3	532
Trumpler 5	99.113	9.478	-0.583	0.204	0.272	0.191	0.280	0.094	16.3	0.5	1910
Collinder 261	189.520	-68.378	-6.349	0.161	-2.712	0.157	0.315	0.079	17.4	0.4	1623
NGC 2660	130.664	-47.200	-2.765	0.103	5.163	0.122	0.308	0.059	7.2	0.3	349
NGC 2420	114.604	21.574	-1.194	0.131	-2.128	0.120	0.362	0.064	15.7	0.1	477
NGC 6819	295.332	40.192	-2.914	0.119	-3.864	0.137	0.356	0.043	15.7	0.1	1268
NGC 4337	186.022	-58.121	-8.831	0.091	1.493	0.093	0.356	0.038	13.5	0.3	286
NGC 7142	326.290	65.780	-2.745	0.115	-1.270	0.103	0.389	0.039	15.7	0.1	315
NGC 3960	177.650	-55.679	-6.513	0.093	1.846	0.093	0.408	0.043	11.5	0.3	333
NGC 6705	282.763	-6.263	-1.573	0.196	-4.139	0.189	0.414	0.085	15.7	0.1	1704
Collinder 110	99.700	2.080	-1.097	0.139	-2.053	0.148	0.421	0.062	25.3	0.8	872
NGC 7789	359.330	56.720	-0.926	0.142	-1.937	0.143	0.450	0.045	25.3	0.8	2479
NGC 6583	273.960	-22.138	1.287	0.108	0.106	0.093	0.417	0.040	6.1	0.7	160
NGC 4349	186.070	-61.875	-7.828	0.141	-0.293	0.138	0.494	0.055	13.5	0.3	702
NGC 2355	109.246	13.750	-3.813	0.131	-1.069	0.130	0.486	0.059	17.8	0.3	306
NGC 1817	78.140	16.690	0.485	0.121	-0.887	0.107	0.548	0.060	26.9	0.6	447
NGC 2567	124.650	-30.648	-2.996	0.093	2.555	0.120	0.539	0.041	9.1	0.3	156
NGC 6192	250.087	-43.355	1.649	0.174	-0.191	0.132	0.570	0.053	12.5	0.6	413
NGC 188	11.715	85.243	-2.311	0.125	-0.954	0.120	0.507	0.041	25.8	0.2	688
NGC 6253	254.770	-52.710	-4.520	0.136	-5.291	0.124	0.567	0.056	17.4	0.4	697
NGC 2477	118.059	-38.514	-2.453	0.167	0.866	0.188	0.665	0.038	32.6	0.4	2151
NGC 2099	88.0484	32.570	1.930	0.188	-5.637	0.170	0.667	0.062	30.1	0.6	1433
IC 2714	169.380	-62.720	-7.596	0.167	2.641	0.165	0.721	0.041	22.1	0.4	815
NGC 2354	108.450	-25.713	-2.904	0.099	1.827	0.112	0.755	0.033	25.0	1.2	219
NGC 2539	122.688	-12.840	-2.338	0.115	-0.581	0.111	0.755	0.060	35.6	0.6	429
NGC 2112	88.440	0.420	-2.700	0.179	4.264	0.164	0.875	0.059	36.4	1.0	607
NGC 6811	294.350	46.390	-3.380	0.128	-8.783	0.115	0.873	0.038	16.4	0.5	190
NGC 6134	246.961	-49.133	2.182	0.195	-4.440	0.174	0.845	0.059	23.1	0.6	667
NGC 2360	109.440	-15.622	0.375	0.146	5.595	0.139	0.897	0.046	22.1	0.4	530
NGC 3680	171.400	-43.240	-7.280	0.084	1.150	0.064	0.925	0.036	25.0	1.2	53
NGC 2447	116.144	-23.841	-3.575	0.148	5.056	0.160	0.971	0.047	33.7	0.5	591
NGC 1912	82.150	35.825	1.602	0.178	-4.422	0.153	0.868	0.061	31.4	0.2	700
NGC 3114	150.650	-60.025	-7.364	0.207	3.780	0.185	0.952	0.047	38.9	0.6	1031
NGC 2423	114.310	-13.880	-0.744	0.123	-3.629	0.136	1.044	0.048	44.2	0.7	346
IC 4651	261.179	-49.917	-2.409	0.204	-5.030	0.201	1.058	0.060	32.2	0.3	737
NGC 2682	132.825	11.822	-10.968	0.190	-2.959	0.196	1.135	0.055	30.1	0.6	773
NGC 5822	226.055	-54.380	-7.444	0.196	-5.538	0.186	1.186	0.045	47.2	0.9	547
NGC 1342	52.9246	37.373	0.533	0.204	-1.617	0.199	1.505	0.055	47.2	0.9	359
NGC 6494	269.236	-19.003	0.277	0.229	-1.800	0.235	1.358	0.062	37.5	0.6	740
NGC 2287	101.530	-20.750	-4.351	0.174	-1.384	0.187	1.366	0.048	31.4	0.2	414
NGC 2527	121.280	-28.150	-5.593	0.153	7.276	0.179	1.536	0.053	48.3	0.4	219
NGC 6281	256.196	-37.915	-1.852	0.302	-4.017	0.259	1.881	0.071	41.8	0.6	417
NGC 1039	40.590	42.730	0.712	0.230	-5.715	0.289	1.954	0.079	61.2	1.6	413
NGC 3532	166.432	-58.686	-10.385	0.395	5.190	0.399	2.064	0.054	66.2	1.2	1551
IC 4756	279.620	5.350	1.263	0.259	-4.916	0.258	2.093	0.064	71.8	0.6	398
NGC 2516	119.639	-60.838	-4.669	0.547	11.164	0.410	2.414	0.058	114.4	0.6	1468
NGC 752	29.100	37.790	9.834	0.234	-11.750	0.261	2.231	0.067	58.3	1.0	186
NGC 6633	276.900	6.600	1.173	0.375	-1.757	0.322	2.522	0.073	57.3	1.0	232
NGC 1662	72.175	10.890	-1.094	0.186	-1.974	0.197	2.409	0.082	94.4	1.7	170
Ruprecht 147	289.100	-16.200	-0.926	0.444	-26.64	0.577	3.248	0.102	75.8	2.4	137
IC 4665	266.540	5.680	-0.950	0.242	-8.527	0.242	2.880	0.106	65.3	2.6	123
NGC 6475	268.480	-34.760	3.099	0.586	-5.294	0.517	3.570	0.080	59.2	1.1	541
Blanco 1	0.860	-29.890	18.705	0.451	2.646	0.409	4.201	0.114	110.0	2.5	340
NGC 2632	130.050	19.800	-36.095	1.181	-12.954	1.044	5.356	0.127	160.0	1.1	711
IC 2602	161.450	-64.500	-17.703	1.056	10.649	1.083	6.571	0.160	161.1	1.6	331
IC 2391	130.000	-53.040	-24.709	0.891	23.345	0.764	6.581	0.129	120.8	1.0	206
Melotte 22	56.600	24.114	19.969	1.160	-45.519	1.307	7.341	0.195	235.4	1.8	963
Melotte 111	185.981	25.930	-12.073	0.542	-9.116	0.598	11.647	0.354	187.5	9.4	60

Tabela 2 – Valores de centro, parâmetros astrométricos e suas dispersões, raios e número de membros da lista de aglomerados caracterizados neste trabalho.

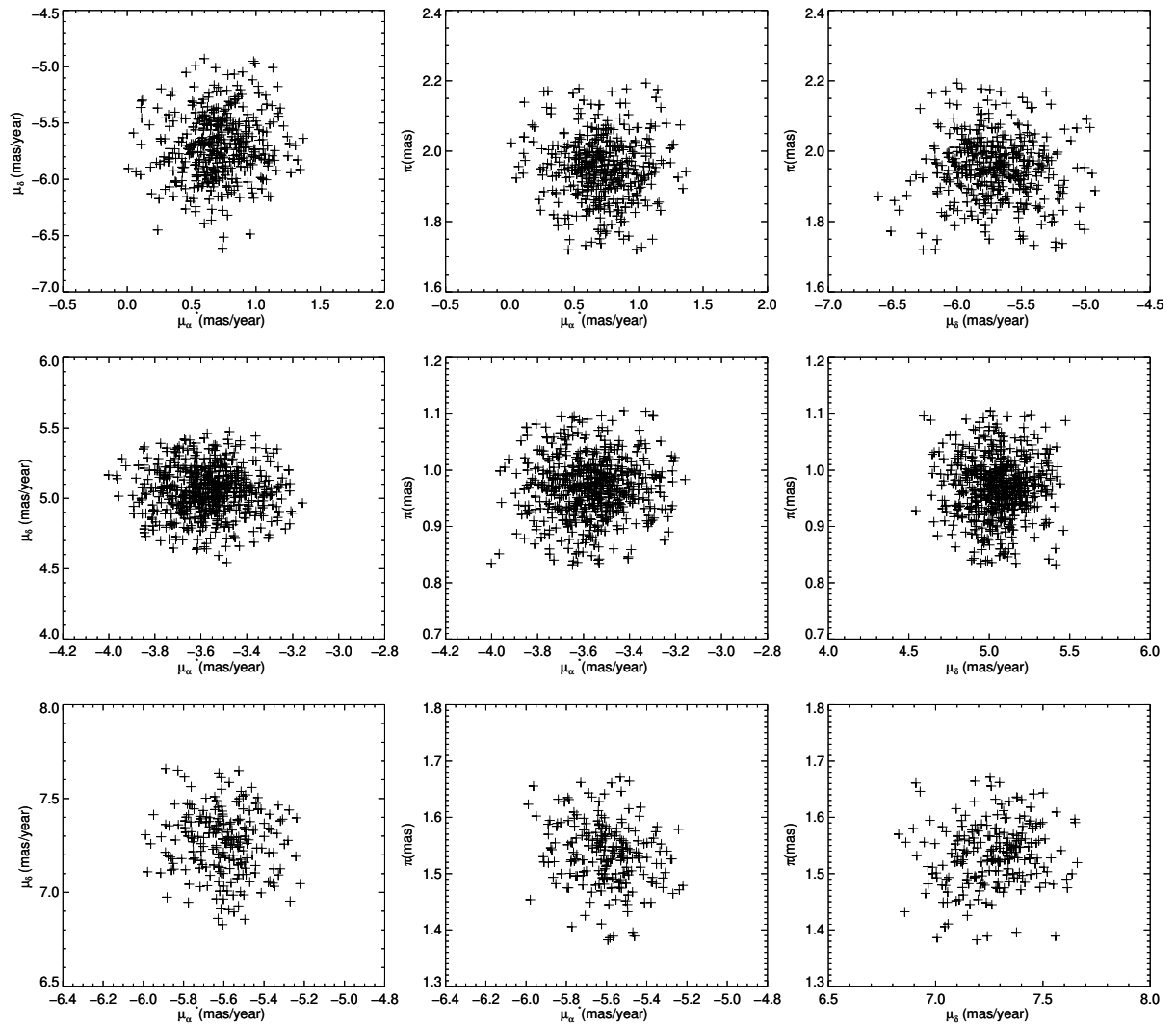


Figura 27 – Relação entre movimento próprio e paralaxe para a lista final de membros dos aglomerados NGC1039, NGC2447e NGC2527.

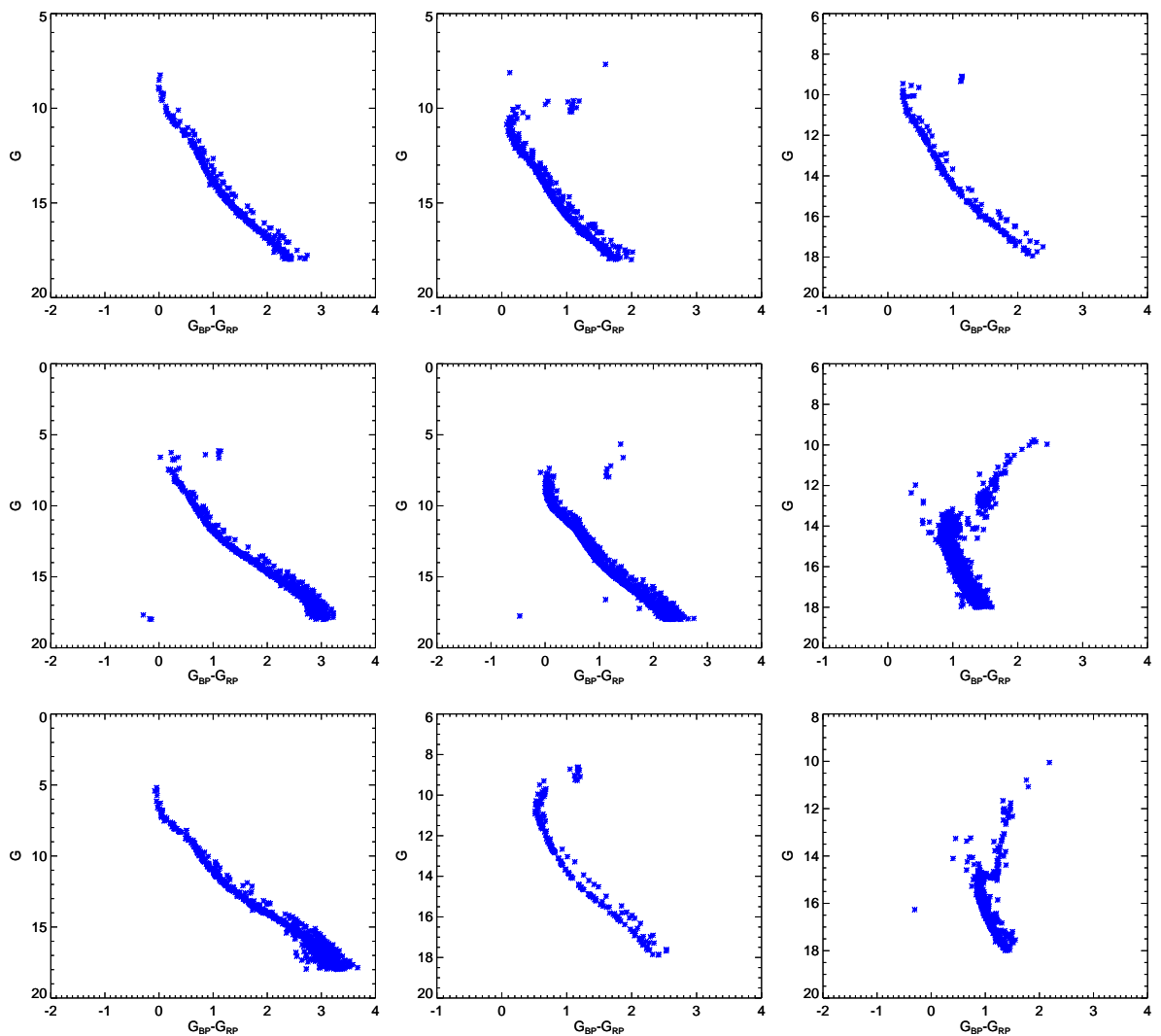


Figura 28 – CMDs dos aglomerados NGC1039, NGC2447 e NGC2527 (primeira linha de painéis); NGC2632, NGC3532 e NGC7789 (segunda linha de painéis); Pleiades, NGC752 e NGC188 (terceira linha de painéis). É possível perceber que o procedimento de descontaminação deixa claro as sequências dos aglomerados e a presença de poucas estrelas contaminantes.

## 3 Isócronas empíricas

### 3.1 Construção de uma base de dados para os 59 OCs

A partir das informações dos 59 aglomerados selecionados, construímos uma base de dados que conta com 37648 estrelas presentes no catálogo *Gaia* DR2 onde cada estrela contém um identificador interno (id) que vai de 0 até 37647, o nome de seu aglomerado correspondente, o identificador interno de seu aglomerado ( $id_{AG}$ ), as coordenadas equatoriais ( $\alpha$  e  $\delta$ ), os parâmetros astrométricos ( $\mu_\alpha^*$ ,  $\mu_\delta$  e  $\varpi$ ), as magnitudes aparentes para as bandas  $G$ ,  $G_{BP}$  e  $G_{RP}$ . Em seguida, realizamos correspondências entre nosso catálogo de membros e as estrelas presentes nos surveys 2MASS, PAN-STARRS DR1 e APASS DR9 a partir de suas coordenadas equatoriais utilizando o algoritmo *sky* do TOPCAT dentro de 1 segundo de arco. Dessa maneira relacionamos, para cada uma das estrelas, a fotometria nas bandas:  $J$ ,  $H$  e  $K_S$  (2MASS);  $g_{PS1}$ ,  $r_{PS1}$ ,  $i_{PS1}$ ,  $z$  e  $y$  (PAN-STARRS);  $B$ ,  $V$ ,  $g'$ ,  $r'$  e  $i'$  (APASS).

Os surveys como APASS, 2MASS e PAN-STARRs possuem diferentes coberturas espaciais, valores de saturação de suas bandas fotométricas e profundidade fotométrica, então é de se esperar que nem todas as estrelas de todos os aglomerados estejam presentes em todos simultaneamente. Assim, nossa base de dados conta com 37648 estrelas com parâmetros astrométricos e fotométricos do *Gaia* DR2, 28744 estrelas com fotometria nas bandas  $J$ ,  $H$  e  $K_S$  do 2MASS, 14716 estrelas com fotometria nas bandas  $g_{PS1}$ ,  $r_{PS1}$ ,  $i_{PS1}$ ,  $z$  e  $y$  do PAN-STARRS DR1 e 6863 estrelas com fotometria nas bandas  $B$ ,  $V$ ,  $g'$ ,  $r'$  e  $i'$  do APASS DR9.

Neste capítulo construiremos isócronas empíricas nos planos  $M_G$  vs  $(G_{BP} - G_{RP})_0$  (*Gaia* DR2);  $M_{K_S}$  vs  $(J - K_S)_0$  (2MASS);  $M_{i_{PS1}}$  vs  $(g_{PS1} - i_{PS1})_0$ ,  $M_{i_{PS1}}$  vs  $(r_{PS1} - i_{PS1})_0$  e  $M_{y_{PS1}}$  vs  $(z_{PS1} - y_{PS1})_0$  (PAN-STARRS DR1);  $M_{i'}$  vs  $(g' - i')_0$ ,  $M_{i'}$  vs  $(r' - i')_0$  e  $M_V$  vs  $(B - V)_0$  (APASS DR9) através das sequências de membros mais prováveis de aglomerados estelares, compreendidas num intervalo de idades entre  $7.5 < \log[t] < 9.8$ . Para tanto, adotaremos a seguinte metodologia:

- Classificação de dispersão do índice de cor  $(G_{BP} - G_{RP})$  das sequências dos aglomerados no plano  $G$  vs  $G_{BP} - G_{RP}$  a partir da base de dados construída na seção anterior;
- Construção CMDs absolutos, corrigindo os CMDs dos aglomerados a partir de valores de excesso de cor e módulo de distância da literatura;

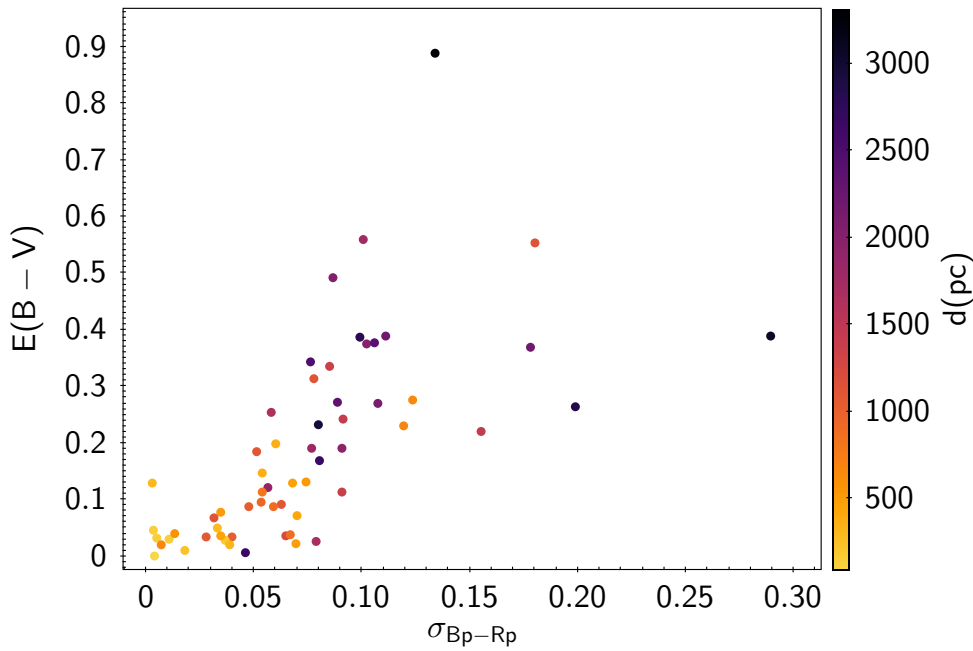


Figura 29 – Relação entre dispersão média em  $G_{BP} - G_{RP}$  e excesso de cor  $E(B-V)$ . A barra lateral indica a distância heliocêntrica do aglomerado.

- Separação destes aglomerados em grupos de idades como feito por [Mermilliod 1976], [Mermilliod 1981]a e [Mermilliod 1981]b;
- Construção de isócronas empíricas para os grupos de idades, assim como para alguns aglomerados individualmente, adotando as sequências médias de estrelas isoladas dos CMDs, baseada em pontos fidedignos das sequências empíricas como em [Piatti, Clariá & Bica 1998] e [Brasseur et al. 2010].

## 3.2 Inspeção e classificação dos CMDs

Após a construção dos CMDs a partir dos dados do *Gaia* DR2, atribuímos um valor numérico às dispersões em cor ( $G_{BP} - G_{RP}$ ) apresentadas pelos CMDs no plano  $G$  vs  $G_{BP} - G_{RP}$ . Para isso, abaixo da posição de turnoff dos CMDs, seccionamos os diagramas em bins de 0.5 mag em  $G$  e calculamos as diferenças absolutas entre os valores médios e mínimos de cor  $G_{BP} - G_{RP}$  para cada bin. Então tomamos o valor médio dos valores calculados para o conjunto de bins a fim de estabelecer um parâmetro que caracterize a dispersão média das sequências, denominada  $\sigma_{BP-RP}$ . Para sequências mais dispersas, esperamos que o valor de  $\sigma_{BP-RP}$  seja maior do que para sequências menos dispersas. A Figura 29 mostra a relação de excesso de cor e o valor de dispersão  $\sigma_{BP-RP}$  calculado. Fica evidente que para muitos aglomerados a dispersão das sequências nos CMDs não está diretamente relacionada ao excesso de cor, o que pode indicar a existência de avermelhamento diferencial.

Ao final do processo, inspecionamos visualmente as sequências e os valores  $\sigma_{BP-RP}$  calculados para as mesmas. Verificando a dispersão das sequências, separamos três tipos de sequências de CMDs de acordo com suas dispersões:

- **Sequências Finas (SF, ver Tabela 1):** sequências onde, visualmente podemos identificar as regiões mais densamente povoadas do CMD a partir de estrelas isoladas e que podemos diferenciá-las das regiões mais esparsas de onde esperamos encontrar a sequência de binárias. Geralmente são aglomerados mais próximos e muito pouco avermelhados. Notamos que aglomerados com  $\sigma_{BP-RP} < 0.08$  tendem a apresentar essas características.
- **Sequências Moderadamente Dispersas (SMD, ver Tabela 1):** aquelas onde ainda é possível perceber a transição entre estrelas isoladas e binárias, ou seja, as regiões à esquerda da sequência principal são visualmente mais populosas do que às da direita. Geralmente são aglomerados moderadamente avermelhados, mas que não são severamente afetados por avermelhamento diferencial. De forma geral, aglomerados dentro do regime  $0.08 < \sigma_{BP-RP} < 0.13$  tendem a apresentar essas características.
- **Sequências Dispersas (SD, ver Tabela 1):** aquelas dos aglomerados que parecem sofrer de avermelhamento diferencial ou onde a transição de estrelas isoladas e binárias não é observada, a sequência principal aparenta ser continuamente populada em cor. De forma geral, aglomerados dentro do regime  $\sigma_{BP-RP} > 0.13$  tendem a apresentar essas características.

Os painéis da Figura 30 mostram exemplos de aglomerados com diferentes classificações e os pontos utilizados no cálculo das dispersões.

### 3.3 Conversão das quantidades observacionais para quantidades absolutas

Calculamos os valores de magnitude absoluta para cada uma de nossas bandas fotométricas individualmente para cada aglomerado. Para isso, subtraímos os valores de magnitude aparente do módulo de distância e da extinção na respectiva banda (Equação 1.1). Para o cálculo de módulo de distância e extinção interestelar, utilizamos os valores de excesso de cor e distância contidos na Tabela 1. Para converter valores de excesso de cor em valores de extinção interestelar de cada banda, utilizamos valores da relação  $A_V/A_\lambda$  em [Bressan et al. 2012], que são baseados na lei de extinção estabelecida em [Cardelli, Clayton & Mathis 1989] e em [O'Donnell 1994] com  $R_V = 3.1$  para uma estrela G2V.

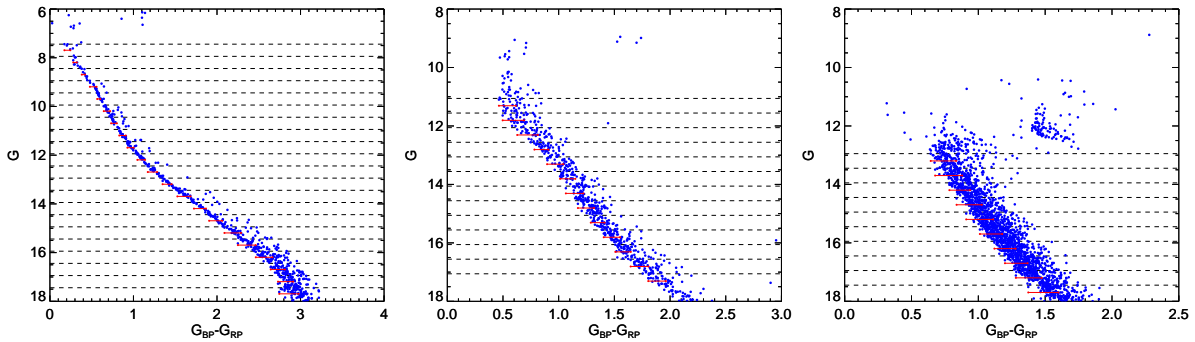


Figura 30 – CMDs dos aglomerados de sequência fina: NGC2632 (esquerda); sequência moderadamente dispersa: NGC6494 (meio); sequência dispersa: NGC2477 (direita). As linhas horizontais pontilhadas são os intervalos dos bins utilizados nos cálculos. Os pontos vermelhos são os valores mínimos e médio de cor calculados por bin e a linha vermelha liga os dois valores, mostrando o comprimento do segmento.

A Figura 31 mostra o CMD composto dos 59 aglomerados nas bandas fotométricas utilizadas. Os CMDs serão explorados em mais detalhes no capítulo 5.

### 3.4 Separação dos aglomerados em grupos de idades e comparação estatística dos CMDs

A fim de reunir populações estelares de aglomerados aproximadamente da mesma idade, realizamos a separação de grupos de idade a partir de parte de nossa amostra de aglomerados, onde buscamos por objetos cujos CMDs apresentem aspectos evolutivos semelhantes. Para avaliar estatisticamente o nível de similaridade dos CMDs dos aglomerados, investigamos a aplicação de um método de correlação cruzada de matrizes para a comparação entre pares de CMDs. O método de correlação cruzada de matrizes é amplamente aplicado em rotinas de alinhamento de imagens, por exemplo, a função *xcorr2* de [MATLAB 2010]. O processo de comparação funciona a partir da correlação entre duas matrizes, geralmente com linhas e colunas representadas pelos pixels das imagens e os valores numéricos pelas intensidades medidas em cada pixel. As matrizes são comparadas em diferentes pontos, a fim de se encontrar um ponto de maior semelhança entre elas (máxima correlação).

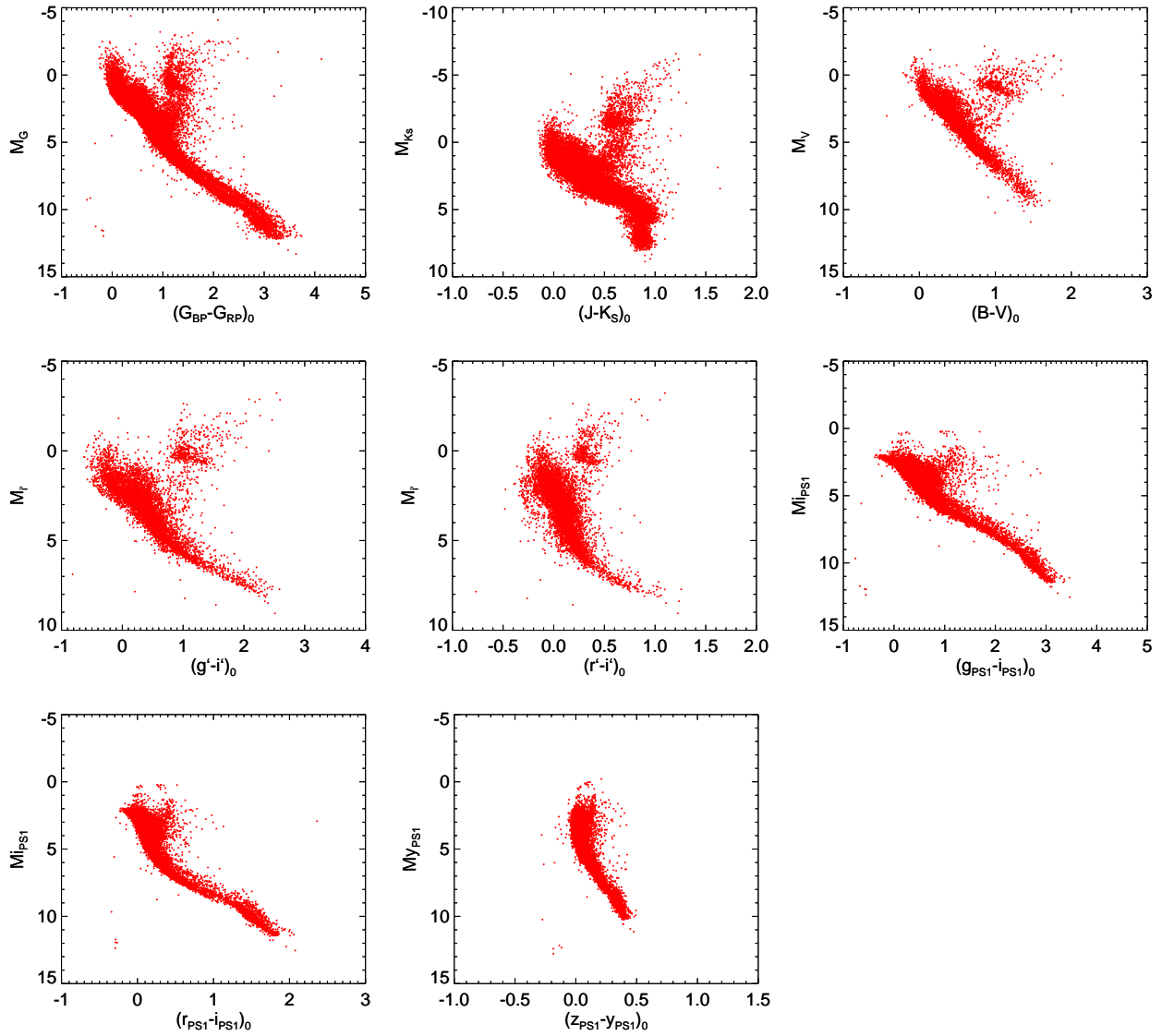


Figura 31 – CMDs construídos a partir das magnitudes absolutas das estrelas dos 59 aglomerados nos diferentes sistemas fotométricos analisados. Linha de painéis superior: CMDs a partir das bandas do *Gaia*, 2MASS e APASS no plano  $M_V$  vs  $(B-V)_0$ , da esquerda para a direita, respectivamente. Linha de painéis centrais: CMDs a partir das bandas do APASS no plano  $M_i$  vs  $(g' - i')_0$ , APASS no plano  $M_i$  vs  $(r' - i')_0$  e PAN-STARRS no plano  $M_{i_{PS1}}$  vs  $(g_{PS1} - i_{PS1})_0$  da esquerda para a direita, respectivamente. Linha de painéis inferior: CMDs a partir das bandas do PAN-STARRS no plano  $M_{i_{PS1}}$  vs  $(r_{PS1} - i_{PS1})_0$  (esquerda) e PAN-STARRS no plano  $M_{y_{PS1}}$  vs  $(z_{PS1} - y_{PS1})_0$  (direita).

Em nosso contexto, aplicamos o método de correlação cruzada a partir dos CMDs dos aglomerados no plano  $G$  versus  $G_{BP} - G_{RP}$ . Para isso, inicialmente construímos histogramas 2D em forma de matrizes. Os histogramas foram construídos seccionando o espaço de cor e magnitude em células retangulares no plano  $G$  versus  $G_{BP} - G_{RP}$ , onde é associada a cada célula o número total de estrelas contido na mesma. Cada uma das matrizes a serem comparadas é composta por um histograma de um dos CMDs e por um conjunto de matrizes nulas. Para cada histograma de dimensões  $m \times n$  ( $m$  linhas e  $n$  colunas), é construída uma matriz modificada de dimensão  $3m \times 3n$ . Como exemplo, utilizaremos matrizes  $X_{m \times n}$  e  $Y_{m \times n}$  de dimensões  $m \times n$  para a composição das matrizes do par de CMDs a serem comparados:

Dada uma matriz  $X_{m \times n}$ :

$$X_{m \times n} = \begin{bmatrix} x_{11} & x_{12} & \cdots & x_{1n} \\ x_{21} & x_{22} & \cdots & x_{2n} \\ \vdots & \vdots & \ddots & \vdots \\ x_{m1} & x_{m2} & \cdots & x_{mn} \end{bmatrix}$$

E uma matriz  $Y_{m \times n}$ :

$$Y_{m \times n} = \begin{bmatrix} y_{11} & y_{12} & \cdots & y_{1n} \\ y_{21} & y_{22} & \cdots & y_{2n} \\ \vdots & \vdots & \ddots & \vdots \\ y_{m1} & y_{m2} & \cdots & y_{mn} \end{bmatrix}$$

É construída uma matriz de elementos variáveis  $X'_{3m \times 3n}$ , composta por  $X_{m \times n}$  e por 8 blocos de matrizes nulas de dimensões variáveis, na forma:

$$X'_{3m \times 3n} = \begin{cases} \begin{bmatrix} 0_{g \times n} & 0_{g \times n} & 0_{g \times n} \\ 0_{m \times h} & X_{m \times n} & 0_{m \times 2n-h} \\ 0_{2m-g \times n} & 0_{2m-g \times n} & 0_{2m-g \times n} \end{bmatrix} & \text{se } 1 \leq g \leq 2m \text{ e } 1 \leq h \leq 2n \\ \begin{bmatrix} 0_{m \times h} & X_{m \times n} & 0_{m \times 2n-h} \\ 0_{2m \times n} & 0_{2m \times n} & 0_{2m \times n} \end{bmatrix} & \text{se } g = 0 \text{ e } n \geq h \geq 1 \\ \begin{bmatrix} 0_{g \times n} & 0_{g \times 2n} \\ X_{m \times n} & 0_{m \times 2n} \\ 0_{2m-g \times n} & 0_{2m-g \times 2n} \end{bmatrix} & \text{se } m \geq g \geq 1 \text{ e } h = 0 \\ \begin{bmatrix} X_{m \times n} & 0_{m \times 2n} \\ 0_{2m \times n} & 0_{2m \times 2n} \end{bmatrix} & \text{se } g = 0 \text{ e } h = 0 \end{cases}$$

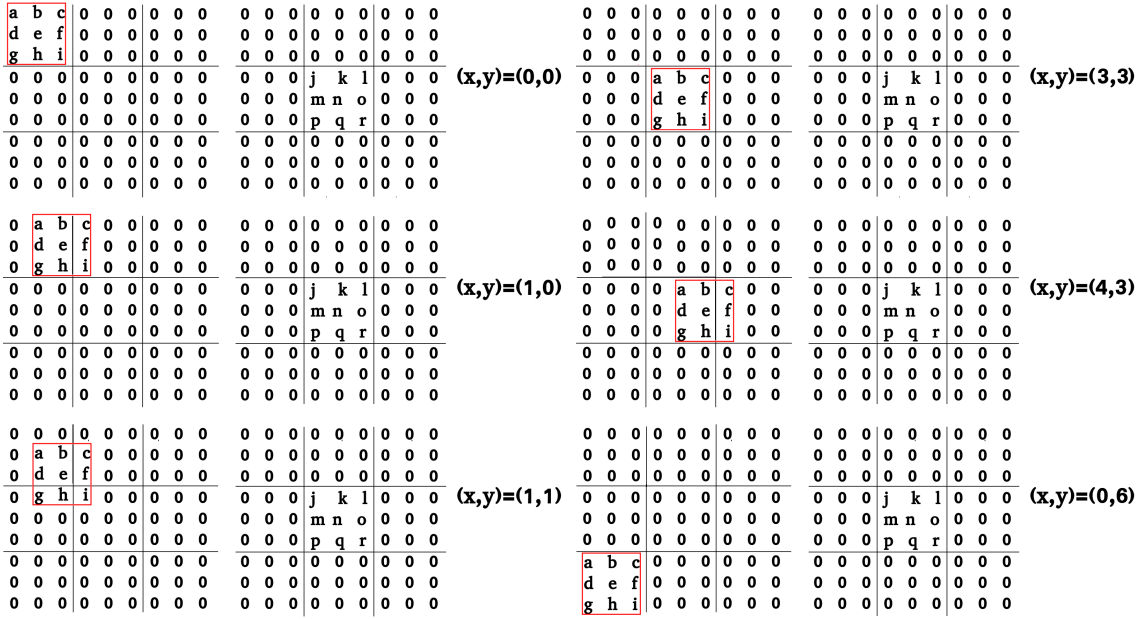


Figura 32 – Exemplo de configurações das matrizes a serem comparadas para o caso onde  $m=n=3$ . Ao todo, uma das matrizes fará deslocamentos unitários de forma a constituir  $(2n + 1) \times (2m + 1)$  configurações. Então o coeficiente de correlação é calculado entre a primeira matriz alterada e a segunda que é sempre mantida fixa..

Sendo  $g$  e  $h$  números inteiros que são utilizados para variar a configuração da matriz  $X'_{3m \times 3n}$ , de tal maneira que a matriz  $X_{m \times n}$  ocupe diferentes linhas e colunas dentro de  $X'_{3m \times 3n}$ .

Também é definida uma matriz  $Y'_{3m \times 3n}$  de elementos fixos numa mesma configuração, composta por  $Y_{m \times n}$  e blocos 8 blocos de matrizes nulas, na forma:

$$Y'_{3m \times 3n} = \begin{bmatrix} 0_{m \times n} & 0_{m \times n} & 0_{m \times n} \\ 0_{m \times n} & Y_{m \times n} & 0_{m \times n} \\ 0_{m \times n} & 0_{m \times n} & 0_{m \times n} \end{bmatrix}$$

Então, é contruído um conjunto de configurações diferentes da matriz  $X'_{3m \times 3n}$  a partir de todos os valores possíveis de  $g$  e  $h$ . De forma geral, as diferentes configurações de  $X'_{3m \times 3n}$  fazem com que a matriz  $X_{m \times n}$  ocupe todas as posições possíveis dentro da matriz  $X'_{3m \times 3n}$ , mudando de sua configuração inicial a partir de passos unitários ao longo de linhas e colunas nulas, de tal maneira que ela se desloque por  $2n$  colunas para cada passo de  $2m$  linhas. Por construção, são realizadas um total  $(2m + 1) \times (2n + 1)$  configurações da matriz  $X'_{3m \times 3n}$ , ou  $(2m + 1) \times (2n + 1)$  deslocamentos de  $X_{m \times n}$  dentro de  $X'_{3m \times 3n}$ . A Figura 32 mostra um exemplo simplificado aplicado para matrizes  $3 \times 3$  de alguns deslocamentos realizados na primeira matriz.

Para cada configuração diferente da matriz  $X'_{3m \times 3n}$ , é calculado o coeficiente de

correlação de Pearson entre a configuração atual da matriz  $X'_{3m \times 3n}$  com a matriz  $Y'_{3m \times 3n}$ . Para duas matrizes genéricas  $A_{s \times t}$  e  $B_{s \times t}$  o coeficiente é definido por:

$$r = \frac{\sum_{i=1}^s \sum_{j=1}^t (a_{ij} - \bar{a})(b_{ij} - \bar{b})}{\sqrt{\sum_{i=1}^s \sum_{j=1}^t (a_{ij} - \bar{a})^2} \cdot \sqrt{\sum_{i=1}^s \sum_{j=1}^t (b_{ij} - \bar{b})^2}} = \frac{Cov(A, B)}{\sqrt{Var(A) \cdot Var(B)}} \quad (3.1)$$

onde  $s$  e  $t$  são números de linhas e colunas das matrizes;  $a_{ij}$  e  $b_{ij}$  são elementos de suas respectivas matrizes  $A_{s \times t}$  e  $B_{s \times t}$  e  $\bar{a}$  e  $\bar{b}$  são os valores médios dos elementos das mesmas.

Neste coeficiente de correlação, os valores  $a_{ij}$  e  $b_{ij}$  são subtraídos individualmente dos valores médios, permitindo valores positivos e negativos para  $(a_{ij} - \bar{a})$  e  $(b_{ij} - \bar{b})$ . Então, o produto das quantidades no numerador do coeficiente, provê informação sobre a correlação presente nas diferenças de  $a_{ij}$  para  $\bar{a}$  e  $b_{ij}$  para  $\bar{b}$ , ou seja, a covariância entre A e B. O denominador normaliza o coeficiente, tal que a correlação fica dentro de intervalo de -1 a 1. Valores positivos indicam a existência de correlação entre as matrizes, 0 a não existência de correlação e valores negativos anticorrelação. O coeficiente de correlação de Pearson quando aplicado, por exemplo, a dois vetores, é equivalente ao cosseno do ângulo entre os vetores, ou seja, fica normalizado entre -1 e 1, caso sejam paralelos possuem correlação 1, não existindo correlação (perpendiculares) possuem correlação nula e caso sejam antiparalelos, possuem correlação -1 (anticorrelação).

O coeficiente aplicado às nossas matrizes  $X'_{3m \times 3n}$  e  $Y'_{3m \times 3n}$ , ficam :

$$r = \frac{\sum_{i=1}^{3m} \sum_{j=1}^{3n} (x'_{ij} - \bar{x}') (y'_{ij} - \bar{y}')}{\sqrt{\sum_{i=1}^{3m} \sum_{j=1}^{3n} (x'_{ij} - \bar{x}')^2} \cdot \sqrt{\sum_{i=1}^{3m} \sum_{j=1}^{3n} (y'_{ij} - \bar{y}')^2}} = \frac{Cov(X', Y')}{\sqrt{Var(X') \cdot Var(Y')}} \quad (3.2)$$

Para cada configuração da matriz  $X'_{3m \times 3n}$ , são registrados os valores de deslocamentos num plano (x,y) em unidades unitárias, equivalentes a quantos passos a matriz  $X_{m \times n}$  realizou desde sua posição inicial dentro de  $X'_{3m \times 3n}$ , então é também atribuído um valor de correlação entre  $X'_{3m \times 3n}$  e  $Y'_{3m \times 3n}$ , correspondente ao passo. Ao final de todo o processo, teremos  $(2n + 1) \times (2m + 1)$  pares ordenados de deslocamentos e valores de correlação. O ponto de maior semelhança entre as matrizes é denominado como o ponto de máxima correlação.

### 3.5 Correlação aplicada aos CMDs

Na construção das matrizes dos CMDs, a utilização de células muito grandes faz com que as mesmas fiquem superamostradas, e, ao mesmo tempo, incapazes de amostrar os contornos das sequências dos aglomerados. Esse tipo de configuração também

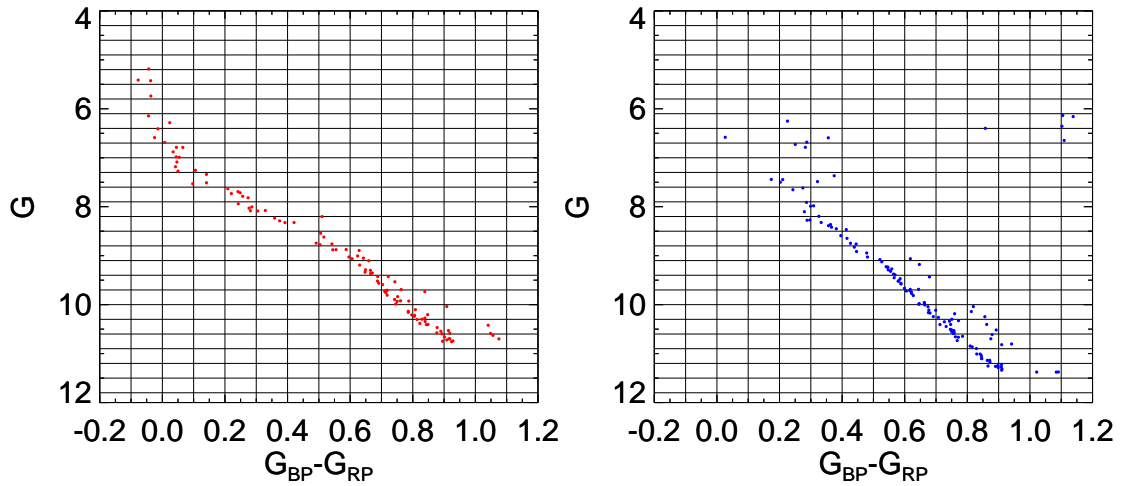


Figura 33 – CMDs dos aglomerados Melotte 22 (esquerda) e NGC 2632 (direita). A grade superposta aos CMDs representa o tamanho das células adotado na construção dos histogramas 2d.

proporciona um conjunto muito pequeno de configurações no processo de comparação, não permitindo uma completa superposição das sequências de estrelas do par de CMDs a serem correlacionados em alguns casos.

Por outro lado, células muito pequenas tornam-se subamostradas e podem tornar uma comparação entre histogramas refém de estatísticas de pequenos números nas regiões mais pobres dos aglomerados, por exemplo, no ramo de gigantes ou na alta sequência principal de objetos mais jovens e pobres.

Dessa forma, adotamos células de dimensões de 0.3 mag em magnitude  $G$  e 0.1 mag em cor  $G_{BP} - G_{RP}$ , como pode ser visto na Figura 33, que mostra exemplos da construção de histogramas para alguns aglomerados. Esse valor mostrou-se capaz de amostrar conjuntos de estrelas numa mesma célula, mesmo em casos de objetos mais pobres, e, ao mesmo tempo é possível perceber os contornos de regiões evolutivas específicas dos aglomerados em seus histogramas. O espalhamento das estrelas em cor na sequência principal, de forma geral, fica comportado entre duas a quatro células para nossos aglomerados, o que permite a comparação das sequências em uma coleção considerável de configurações entre as matrizes. O tamanho também é grande o suficiente para que os erros fotométricos não contribuam significativamente no preenchimento ou não das células, já que, no regime de magnitudes que estamos trabalhando, temos erros médios em  $G$  de  $\sim 0.001$  e em cor  $G_{BP} - G_{RP} \sim 0.01$ .

Todas as matrizes construídas a partir dos CMDs possuem mesma dimensão, pois estabelecemos um limite em magnitude e cor em que fosse possível comportar todos os CMDs simultaneamente. Dessa forma, as matrizes  $X_{m \times n}$  e  $Y_{m \times n}$  anteriormente mencionadas, possuem limites em cor de  $-0.5 < G_{BP} - G_{RP} < 3$  e magnitude de

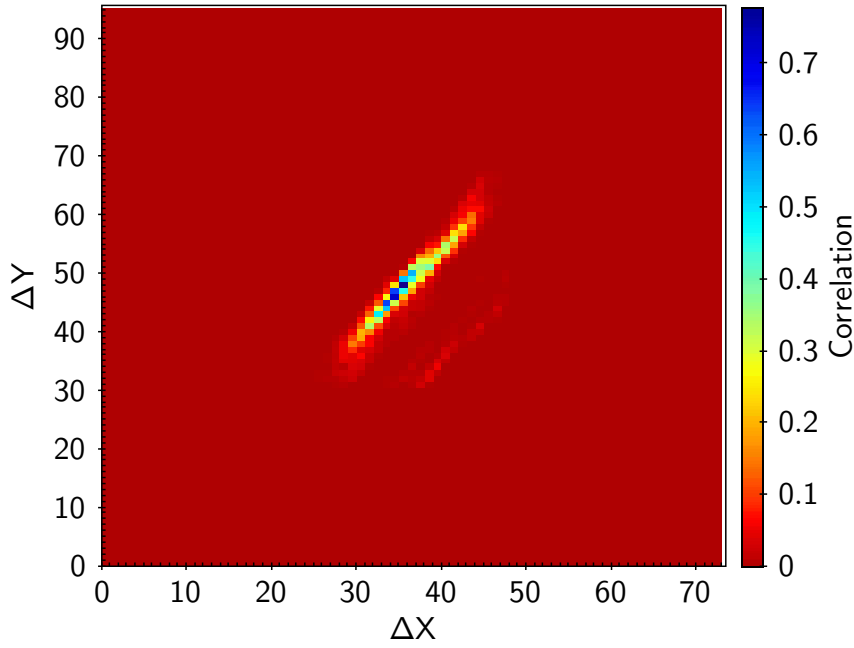


Figura 34 – Cálculos de correlação entre as matrizes construídas a partir dos CMDs dos aglomerados Melotte 22 e NGC 2632. A barra lateral de cores representa o valor de correlação, enquanto os pontos ao longo dos eixos x e y representam os deslocamentos apresentados pelo histograma de um dos CMDs ao longo de sua matriz compondo cada configuração.

$4 < G < 18$ , levando a matrizes de dimensão  $35 \times 47$ , num total de 1645 células por matriz.

A Figura 34 mostra o resultado da comparação feita entre os aglomerados Melotte 22 e NGC 2632. Cada ponto no gráfico representa os diversos valores de deslocamentos feitos da matriz  $X_{m \times n}$  dentro de  $X'_{3m \times 3n}$  e o valor de correlação de  $X'_{3m \times 3n}$  com a matriz  $Y'_{3m \times 3n}$  correspondente. Em termos gerais, representa toda a coleção de configurações em que os histogramas foram comparados. Fica claro que a correlação é nula quando as sequências não se encontram superpostas, porém à medida que as sequências possuem suas regiões mais populosas superpostas, o valor de correlação aumenta e no ponto onde possuem a maior parte de suas estrelas superpostas, a correlação é máxima.

### 3.5.1 Mapa de correlações

Realizamos testes do procedimento em nossos aglomerados e percebemos que o procedimento tende a alinhar os aglomerados de forma similar à escala absoluta de magnitudes, ou seja, estrelas de mesma massa tendem a ficar superpostas nos CMDs no ponto de máxima correlação. Pelo mesmo motivo, ao se comparar aglomerados com diferentes limites observacionais, espera-se que o valor de correlação entre objetos com limites observacionais muito diferentes diminua. Por esse motivo, a fim de uniformizar nossa amostra de aglomerados, limitamos as sequências dos aglomerados a  $M_G < 5$ . Apenas os aglomerados Berkeley 81, Trumpler 5, NGC 2660 e NGC 6583 não possuem estrelas menos

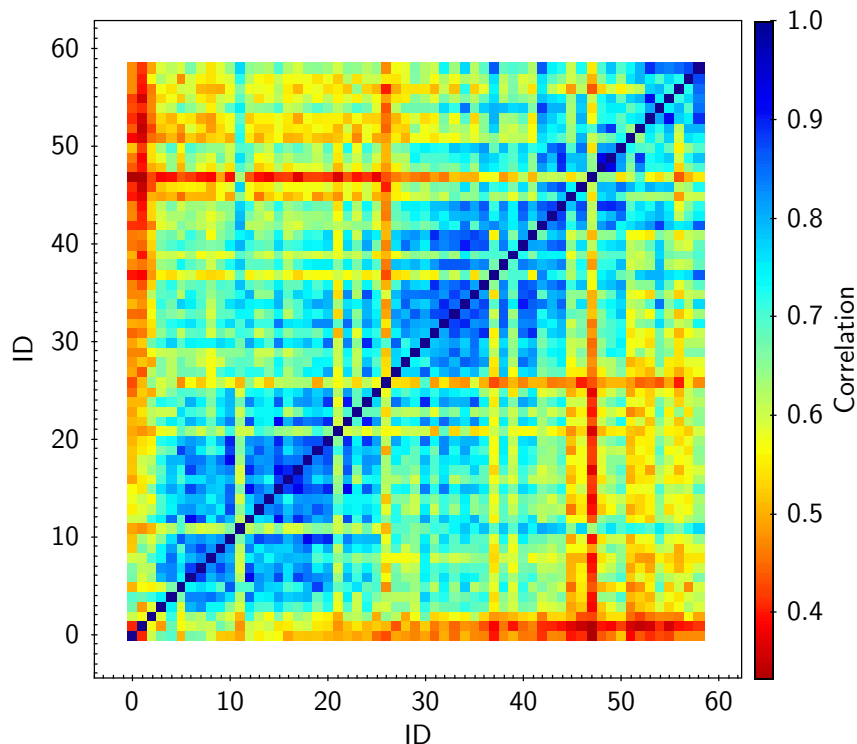


Figura 35 – Mapa de correlação formado para a amostra de aglomerados. Os índices presentes nos eixos x e y representam identificadores numéricos que ordena os objetos de forma crescente em idade. A barra lateral representa o valor de correlação obtido no ponto de máxima correlação entre os pares de aglomerados.

brilhantes que esse limite. Então aplicamos o procedimento a todos os pares possíveis de CMDs dentro de nossa amostra de aglomerados, um total de 3481 pares de CMDs correlacionados e um total de 6745 valores de correlação calculados por par. Entretanto apenas o valor máximo destas 6745 correlações por par importa para o próximo passo.

A partir dos valores máximos de correlação entre cada par de aglomerados, formamos um mapa de correlações, que pode ser visto na Figura 35, onde os aglomerados foram numerados em ordem crescente de idades. É possível perceber que objetos com idades parecidas tendem a possuir maior correlação uns com os outros. Os valores representados na diagonal equivalente à linha  $x = y$  são as autocorrelações, que associam dois objetos idênticos e por construção são iguais a 1.

Por se tratar de uma amostra consideravelmente heterogênea de objetos em termos de espalhamento da sequência principal e número de membros, espera-se que esses fatores também tenham impacto nas semelhanças e diferenças morfológicas entre os CMDs. A Figura 36 mostra a correlação entre aglomerados levando em conta o número de estrelas a partir do valor limite de magnitude  $M_G < 5$ . Notamos que os objetos com menor número de membros tendem a ter correlações baixas com os demais, porém a partir de  $\log[N] \sim 2$ , notamos que os valores tendem a ser mais altos.

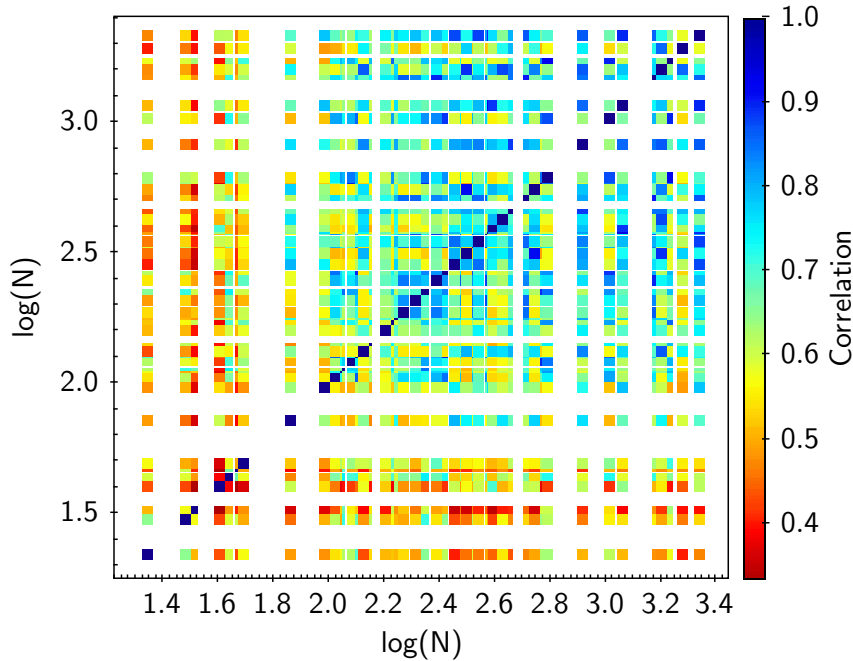


Figura 36 – Mapa de correlação entre os aglomerados levando em conta o logaritmo do número de membros dos aglomerados para magnitude  $M_G < 5$ . A barra lateral representa o valor de correlação obtido no ponto de máxima correlação entre os pares de aglomerados.

### 3.5.2 Tentativa de agrupamento dos aglomerados

A fim de estabelecer grupos de idades, utilizamos os aglomerados com as sequências mais bem definidas. Para isso, utilizamos apenas os aglomerados de sequências finas, o que reduz os objetos presentes no mapa de correlações. O mapa de correlações da amostra utilizada no procedimento pode ser visto na Figura 37.

A cobertura de idades é de  $7.5 < \log[t] < 9.9$ . No limite superior de idades, ao inspecionar o mapa de correlações, notamos nitidamente que os objetos que mais se assemelham ao objeto mais velho (NGC188) são os objetos mais velhos, porém, inspecionando suas sequências, é possível perceber que possuem turnoffs bem diferentes. Sem a existência de outros objetos tão velhos quanto NGC 188, resolvemos excluí-lo de nossa análise de agrupamento.

Por outro lado, os três aglomerados mais jovens da amostra IC2602, IC4665 e IC2391 se encontram no extremo inferior de idades e tendem a possuir correlações mais elevadas com os objetos de  $\log[t] \sim 8$ . Os três objetos nitidamente apresentam porções significativas de estrelas na pré-sequência principal, o que os diferenciam significativamente, por exemplo, das Plêiades (Melotte22), que já possui suas estrelas na mesma região na sequência principal. A Figura 38 mostra os CMDs dos três aglomerados mencionados em escala absoluta e uma comparação de um dos objetos com as Plêiades.

Por serem objetos pobres e por possuírem estrelas saturadas no alto da sequência

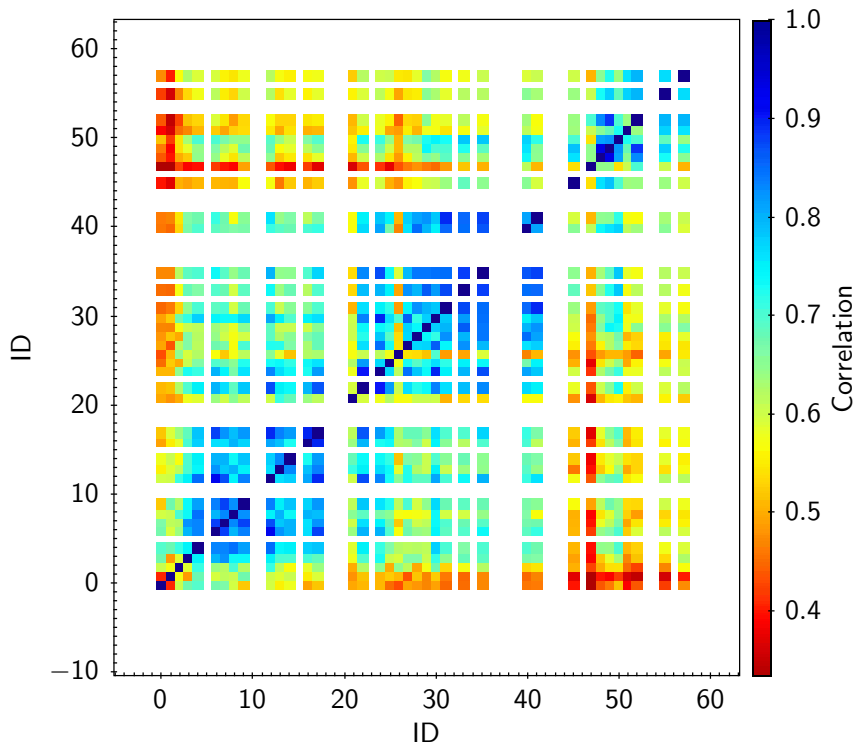


Figura 37 – Mapa de correlação formado para a amostra de aglomerados de sequências finas. Os índices presentes nos eixos x e y representam identificadores numéricos que ordena os objetos de forma crescente em idade. A barra lateral representa o valor de correlação obtido no ponto de máxima correlação entre os pares de aglomerados.

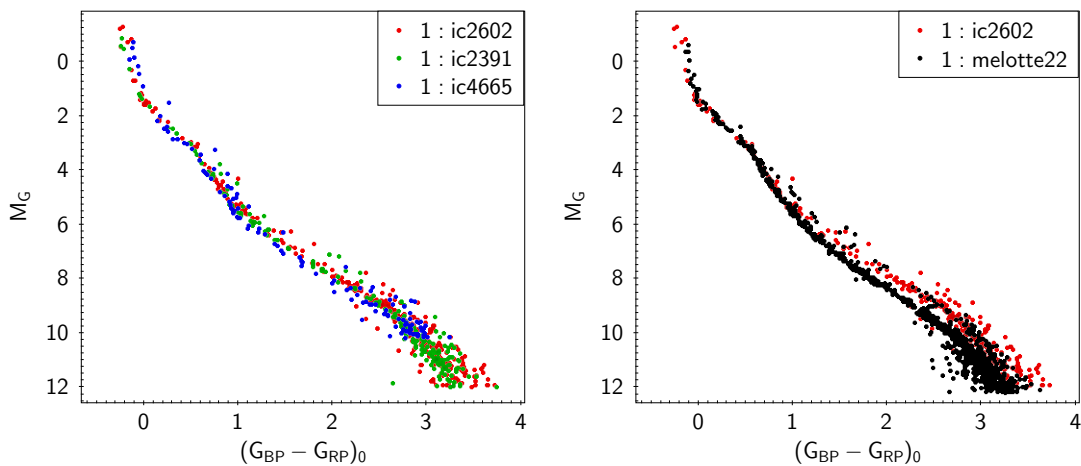


Figura 38 – Esquerda: CMDs em escala absoluta dos aglomerados mais jovens de nossa amostra. É possível perceber que possuem sequências parecidas em todo o intervalo de magnitudes. Direita: Comparação do CMD de um dos aglomerados mais jovens de nossa amostra (IC 2602) com as Plêiades. É possível perceber que ambos se assemelham na parte superior da sequência principal, porém notamos uma grande diferença evolutiva na pré-sequência principal.

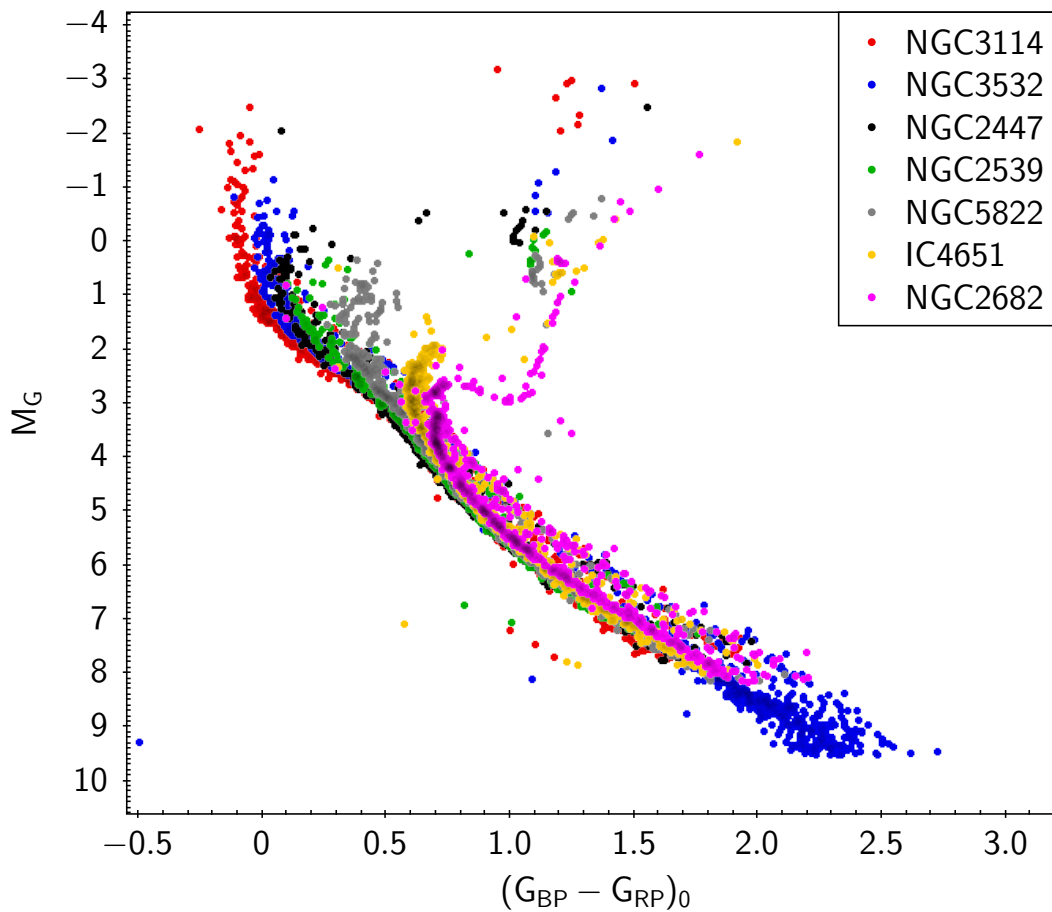


Figura 39 – Conjunto de aglomerados utilizados como base para a formação dos grupos. É possível perceber que os objetos apresentam diferenças morfológicas evolutivas significativas.

principal, quando suas porções limitadas do CMD pelo limite de magnitude  $M_G < 5$  são comparadas aos demais objetos, tornam-se similares a outros objetos um pouco mais velhos, como pode ser visto no mapa de correlações da Figura 37 para os IDs 0 (IC2602), 1 (IC4665) e 2 (IC2391). Dessa forma, o primeiro grupo de idades será formado pelos três objetos mais jovens.

Para a formação de grupos de idades a partir dos demais aglomerados, criamos uma lista de 7 aglomerados como base para a formação dos grupos. Para isso, selecionamos objetos com um número mínimo de 200 membros com magnitude limitada a  $M_G < 5$ , com o objetivo de selecionar objetos mais ricos, contendo estrelas representando as diversas regiões evolutivas. Dentre os objetos mais ricos, selecionamos objetos que apresentam consideráveis diferenças morfológicas devido à diferença de idade. Foram inspecionados aspectos como: cor e magnitude das estrelas próximas ao turnoff, a magnitude absoluta em que as estrelas gigantes se concentravam principalmente e, para objetos mais evoluídos, a magnitude relativa do clump de gigantes com o topo da sequência principal. Os CMDs, em escala absoluta, dos aglomerados selecionados podem ser vistos na Figura 39.

Inicialmente, os grupos foram formados ao se associar individualmente os aglomerados à um dos 7 objetos base, com o qual tenha maior valor de correlação. O procedimento levou ao seguinte agrupamento:

- **Grupo 1:** IC2602, IC2391 e IC4665
- **Grupo 2:** NGC 3114, Blanco 1, Melotte 22, NGC 2516, NGC 2287 e NGC 1039
- **Grupo 3:** NGC 3532, NGC 6475, NGC 1912, NGC 6281, NGC 2567, NGC 1662, Melotte 111
- **Grupo 4:** NGC 2447 e NGC 6633
- **Grupo 5:** NGC 2539, NGC 2527 e NGC 2632
- **Grupo 6:** NGC 5822, IC 4756, NGC 6811, NGC 2423, NGC 1817, NGC 6134, NGC 1245 e NGC 2360
- **Grupo 7:** IC 4651, NGC 752, NGC 6819, NGC 2420 e Ruprecht 147
- **Grupo 8:** NGC 2682, NGC 3680 e NGC 6253

Ao se fazer agrupamentos de objetos, são esperadas dispersões de idade dentro dos grupos e isso se refletirá na morfologia do CMD composto de cada grupo. Porém, ao inspecionar os agrupamentos, notamos que os objetos NGC 1662, Melotte 111, Ruprecht 147 e NGC 3680 apresentaram grandes diferenças morfológicas atribuídas a diferenças de idade dos demais aglomerados de seus respectivos grupos. Notamos que os objetos mencionados estão entre os objetos mais pobres de nossa amostra, sendo que todos eles possuem menos de 100 membros com magnitude  $M_G < 5$ , o que certamente os tornam menos completos nas regiões mais evoluídas de seus CMDs, e, de forma geral, passam a se assemelhar mais com objetos mais jovens. Dessa maneira, inspecionamos os objetos individualmente para mudá-los de grupo manualmente.

Reagrupamos os objetos para outros grupos comparando os valores de cor  $(G_{BP} - G_{RP})_0$  do turnoff calculados no capítulo 5. A comparação foi feita entre o aglomerado a ser reagrupado e cada um dos aglomerados utilizados como base para a formação dos grupos. Os objetos foram reagrupados onde possuíssem maior proximidade de cor de turnoff. Dessa forma, realocamos o aglomerado Melotte 111 do grupo 3 para o grupo 4, o aglomerado NGC 1662 do grupo 3 para o grupo 6, Ruprecht 147 do grupo 7 para o 8 e NGC 3680 do grupo 8 para o grupo 7.

Dentro dos agrupamentos, também notamos que o aglomerado NGC 752 mostra-se um pouco mais jovem do que os aglomerados presentes no grupo 7, porém mostra-se substancialmente mais velho que os objetos do grupo 6 e de grupos mais jovens, dessa

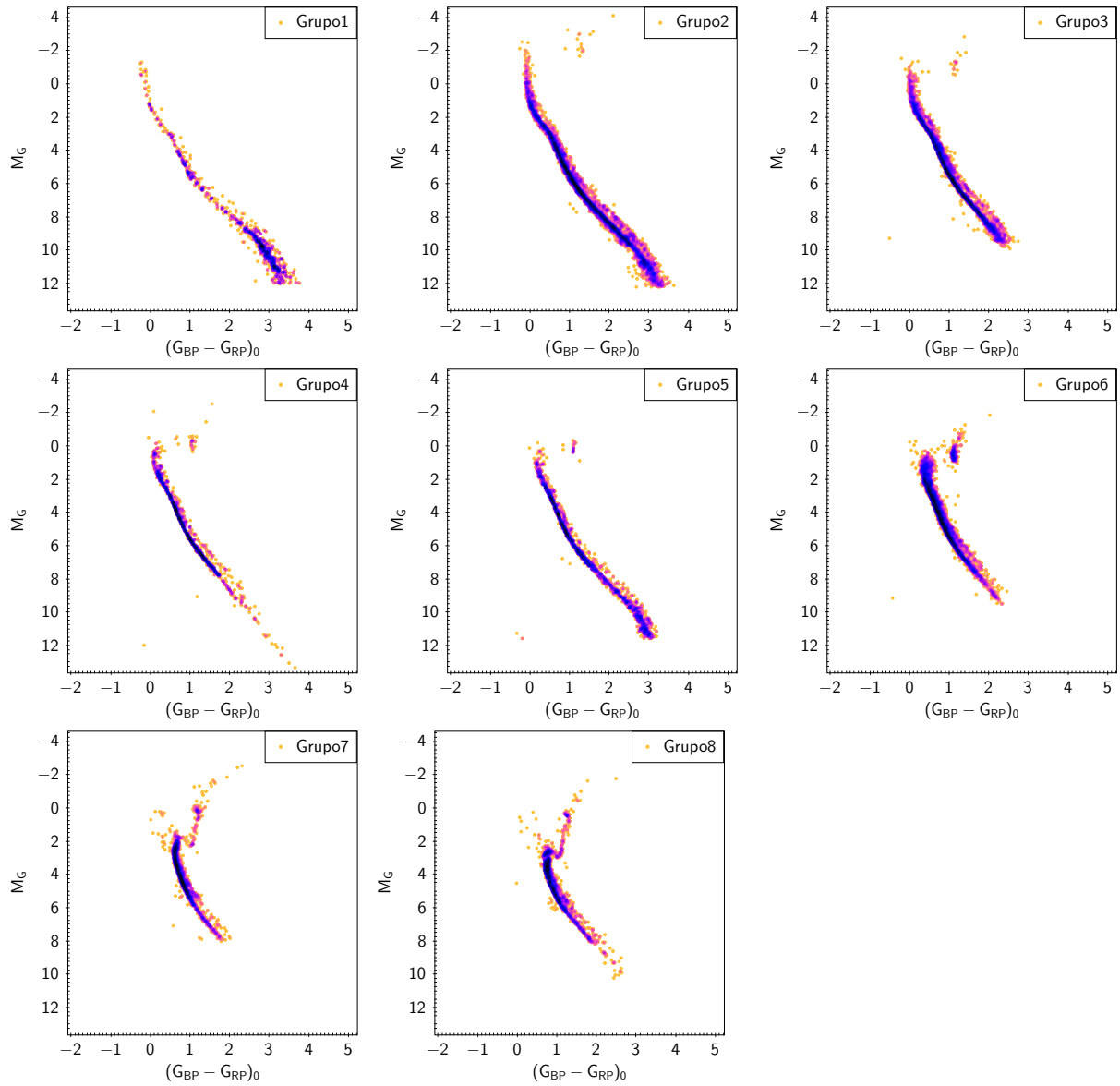


Figura 40 – CMDs compostos em escala absoluta de magnitudes para os grupos de idades formados. Os diagramas foram construídos com a densidades dos pontos colocadas em escala logarítmica.

forma, por não restarem objetos com características similares a ele, não o atribuímos aos agrupamentos.

### 3.5.3 Grupos de idade

A partir dos agrupamentos obtidos através dos mapas de correlação e as alterações mencionadas, formamos um total de 8 grupos de idade. Os CMDs compostos para cada grupo de idade podem ser vistos nos painéis da Figura 40. Os valores médios de idade e metalicidade, assim como suas dispersões estão presentes na Tabela 3.

Grupo	$\log[t](yr)$	$\sigma_{\log[t]}(yr)$	$[Fe/H]$	$\sigma_{[Fe/H]}$	Base	Aglomerados agrupados
Grupo 1	7.59	0.09	-0.02	0.01	<b>IC2602</b>	IC2391 e IC4665
Grupo 2	8.10	0.14	0.01	0.06	<b>NGC 3114</b>	Blanco 1, Melotte 22, NGC 2516, NGC 2287 e NGC 1039
Grupo 3	8.43	0.05	-0.01	0.05	<b>NGC 3532</b>	NGC 6475, NGC 1912, NGC 6281 e NGC 2567
Grupo 4	8.69	0.07	-0.04	0.03	<b>NGC 2447</b>	NGC 6633 e Melotte 111
Grupo 5	8.79	0.07	0.01	0.11	<b>NGC 2539</b>	NGC 2527 e NGC 2632
Grupo 6	8.89	0.13	0.01	0.08	<b>NGC 5822</b>	IC 4756, NGC 6811, NGC 2423, NGC 1817, NGC 6134, NGC 1245, NGC 2360 e NGC 1662
Grupo 7	9.30	0.05	0.04	0.07	<b>IC 4651</b>	NGC 6819, NGC 2420 e NGC 3680
Grupo 8	9.50	0.09	0.18	0.13	<b>NGC 2682</b>	NGC 6253 e Ruprecht 147

Tabela 3 – Características dos grupos de idades formados. Foram atribuídos valores médios de idade e metalicidade e suas respectivas dispersões entre os aglomerados dos grupos.

### 3.5.4 Limitações do método

Os valores de correlação atribuídos aos aglomerados, de forma geral, tendem a ser mais elevados entre os CMDs com características morfológicas atribuídas às idades similares, o que pode ser visto nos mapas de correlação construídos e nos agrupamentos estabelecidos na seção anterior.

Porém a ocorrência das estrelas no espaço de cor e magnitude depende de diversos fatores, como por exemplo, a existência de estrelas binárias e estrelas duplas, avermelhamento, estrelas de campo remanescentes do processo de descontaminação e a existência de estrelas blue stragglers que tendem a variar muito de aglomerado para aglomerado. O próprio aparecimento das estrelas em diferentes regiões evolutivas, além de depender da idade, também depende da função de massa. Esses diferentes fatores refletirão nos valores de correlação entre os diferentes pares de aglomerados. Dessa forma, utilizamos a ferramenta aqui mencionada simplesmente para atribuir um valor numérico à similaridade de diferentes conjuntos de dados. O procedimento mostrou-se eficaz em agrupar principalmente os objetos mais populosos, porém mostrou-se pouco efetivo ao atribuir similaridade a objetos mais pobres de nossa amostra.

## 3.6 Construção de isócronas empíricas

A partir dos CMDs de cada grupo de idade construído, calculamos valores médios de cor e magnitude para diferentes intervalos (bins) de magnitude a fim de estabelecer pontos fidedignos, que por sua vez representarão uma sequência empírica.

É possível perceber certo espalhamento nas sequências principais dos membros dos aglomerados com os dados do *Gaia* DR2. É perceptível uma sequência mais densa e proeminente à esquerda e uma porção de estrelas espalhadas sempre localizada à direita como pode ser visto nos painéis das Figuras 126 - 130 do Apêndice B. O espalhamento ocorre devido à existência de estrelas duplas e estrelas binárias. Assim, para rejeitar

tais estrelas e utilizar apenas pontos representativos de estrelas isoladas, adotamos um procedimento de sigma clipping com relação aos valores de cor e magnitude das sequências nos CMDs.

Construímos um código em IDL que secciona o CMD em intervalos iguais de magnitude (bins), em seguida calcula os valores médios de cor e magnitude a partir de um procedimento de sigma clipping, através da função MEANCLIP.pro do IDL, para cada um dos bins. A partir dos valores médios calculados ao longo do CMD, construímos uma única sequência a partir de pares ordenados de cor e magnitude. Para o tamanho de bin em magnitude, adotamos o valor de 0.3 mag; este valor mostrou-se efetivo para amostrar os bins o suficiente para remover a influência das estrelas binárias e ao mesmo tempo faz o valor médio computado ficar no locus esperado para estrelas isoladas na sequência principal.

Após este procedimento, notamos que as isócronas, em muitos dos casos, apresentam bicos, pois os valores médios são calculados independentemente para cada bin e algumas flutuações podem ocorrer no número de estrelas binárias, tendenciando a média dos valores de alguns bins. Assim utilizamos um algoritmo de suavização de maneira a tornar a transição dos pontos da curva média de um bin para o outro menos abrupta. Para isso utilizamos a função SMOOTH.pro do IDL, que usa o seguinte algoritmo:

$$R_i = \begin{cases} \frac{1}{w} \sum_{j=0}^{w-1} A_{i+j-w/2} & \text{se } \frac{w-1}{2} \leq i \leq N - \frac{w+1}{2} \\ A_i & \text{caso contrário} \end{cases}$$

A função suaviza um vetor a partir de médias dentro de intervalos de largura específica. Neste caso,  $w$  é o valor do intervalo dado por um número inteiro,  $N$  o número de elementos do vetor de entrada,  $A$  o vetor a ser suavizado,  $R$  o vetor suavizado,  $i$  o índice do elemento a ser suavizado e  $j$  um subíndice baseado no número de elementos dentro de  $w$ .

A Figura 41 mostra exemplos de isócronas construídas a partir das bandas do *Gaia* e o resultado do procedimento de suavização. Percebemos que o algoritmo utilizado removeu bicos em diversas regiões das isócronas construídas.

O código foi aplicado para as estrelas de sequência principal dos CMDs dos 8 grupos de idade para os dados do *Gaia* DR2, 2MASS, PAN-STARRS DR1 e APASS DR9. Também aplicamos para os aglomerados de sequências finas individualmente utilizando apenas os dados do *Gaia*.

Os CMDs dos grupos 7 e 8 apresentam sequências de gigantes. Para os grupos

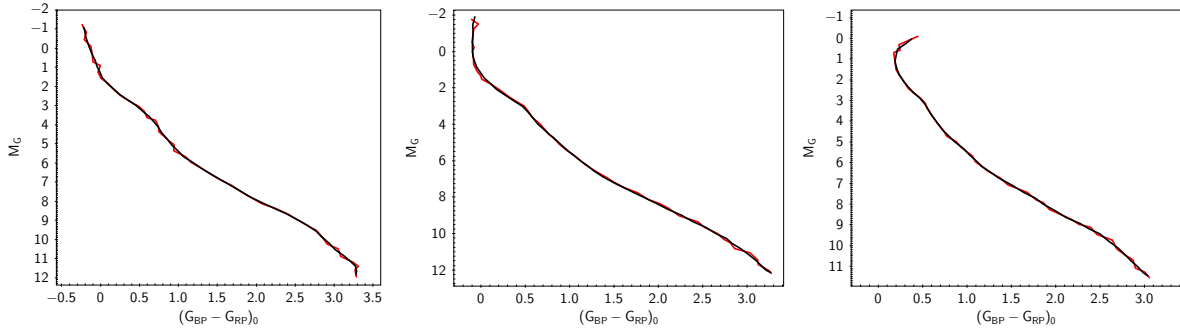


Figura 41 – Exemplo de resultado do procedimento de suavização, onde é apresentada uma comparação entre a isócrona suavizada (preto) com sua versão não suavizada (vermelho) para isócronas dos grupos de idade 1 (esquerda), 2 (meio) e 5 (direita).

citados, demarcamos manualmente as posições medianas das sequências. Não utilizamos o procedimento automatizado na região, pois existem intervalos de magnitude com variações abruptas de cores e regiões, por exemplo, no GAP do diagrama HR, onde as magnitudes tendem a se manter aproximadamente fixas, existindo somente variações em cor. Com relação às aglomerações de estrelas gigantes, por exemplo, a existência de clumps de gigantes, realizamos a demarcação da posição média das estrelas e desvio padrão nas mesmas regiões. Dessa forma, a região demarcada deve ser interpretada como uma região evolutiva onde provavelmente as estrelas devem se aglomerar no diagrama.

### 3.6.1 Isócronas empíricas: *Gaia DR2*

Foram feitas isócronas no plano  $M_G$  vs  $(G_{BP} - G_{RP})_0$  para os 8 grupos de idade e para os aglomerados classificados com sequências finas. As sequências produzidas tendem a passar nas regiões mais concentradas dos CMDs, onde esperamos encontrar estrelas isoladas.

Os grupos 7 e 8 apresentam sequências de gigantes, dessa forma, traçamos manualmente a região das estrelas gigantes, tomando geralmente o ponto mediano onde as estrelas apareciam. Para isso, utilizamos estrelas dos CMDs delimitadas pelas retas  $(G_{BP} - G_{RP})_0 > 0.66$  e  $M_G < 3.0$  para o grupo 7 e  $(G_{BP} - G_{RP})_0 > 0.6$  e  $M_G < 1.8 \times (G_{BP} - G_{RP})_0 + 0.6$  para o grupo 8. A sequência empírica final é estabelecida com a adição de um ponto onde demarcamos a posição média do clump de gigantes e seu desvio padrão em cor e magnitude.

A Figura 42 mostra isócronas empíricas construídas superpostas a seus respectivos CMDs no plano  $M_G$  vs  $(G_{BP} - G_{RP})_0$ . Os painéis superiores da Figura mostram que a sequência principal construída passa pelo *locus* médio de estrelas isoladas, enquanto que os painéis inferiores mostram o resultado final.

A Figura 43 mostra todas as isócronas empíricas construídas com os dados do

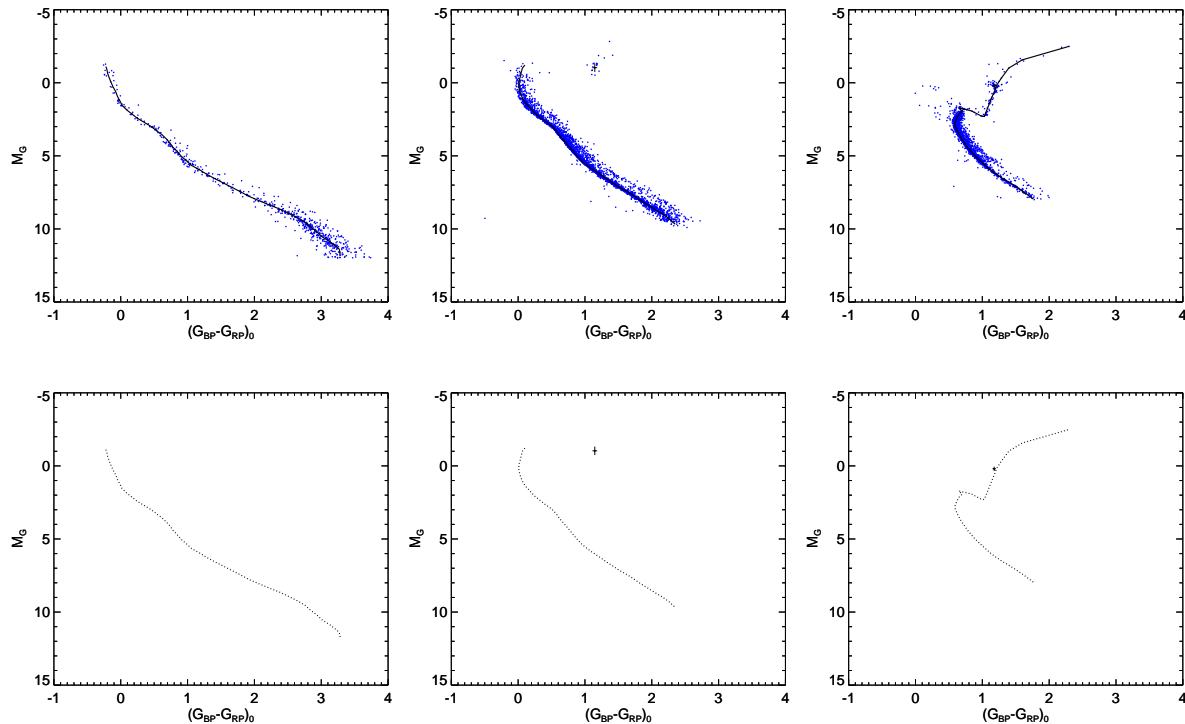


Figura 42 – Isócronas empíricas produzidas a partir de CMDs de grupos de idades a partir das bandas do *Gaia* no plano  $M_G$  vs  $(G_{BP} - G_{RP})_0$ . Os painéis superiores representam as isócronas empíricas dos grupos 1, 3 e 7 (da esquerda para a direita) superpostas a seus respectivos CMDs. Os painéis inferiores representam as mesmas isócronas, porém com as posições das estrelas gigantes demarcadas.

*Gaia*. A Figura 44 mostra as isócronas construídas para aglomerados de seqüências finas. Notamos que, tanto para as isócronas dos grupos de idade, quanto para as isócronas dos aglomerados individuais, existe um bom acordo na seqüência principal, ficando também nítida a mudança da cor e magnitude de turnoff com o aumento da idade.

### 3.6.2 Isócronas empíricas: 2MASS

Foram feitas isócronas no plano  $M_{K_S}$  vs  $(J - K_S)_0$  para os 8 grupos de idades. O grupo 1 de idades, o mais pobre em conteúdo estelar, teve sua seqüência construída manualmente para magnitudes  $M_{K_S} < 3.0$ , pois os valores médios de cor da seqüência principal mostraram-se muito vermelhos, provavelmente devido a flutuações do número de estrelas binárias ao longo da seqüência e aos erros fotométricos, como pode ser visto na Figura 45. É perceptível que principalmente nos intervalos  $2 \lesssim M_{K_S} \lesssim 3.0$  e  $0 \lesssim M_{K_S} \lesssim 1.5$ , os pontos fidedignos da isócrona ficaram sistematicamente mais próximos da borda mais azul da seqüência do CMD. Assim aplicamos pequenas correções em cor, onde os valores das correções foram compatíveis aos erros fotométricos na mesma região do CMD, pois estrelas com  $M_{K_S} < 3.0$ , os erros do índice de cor  $J - K_S$  variam entre 0.02 e 0.05 mag.

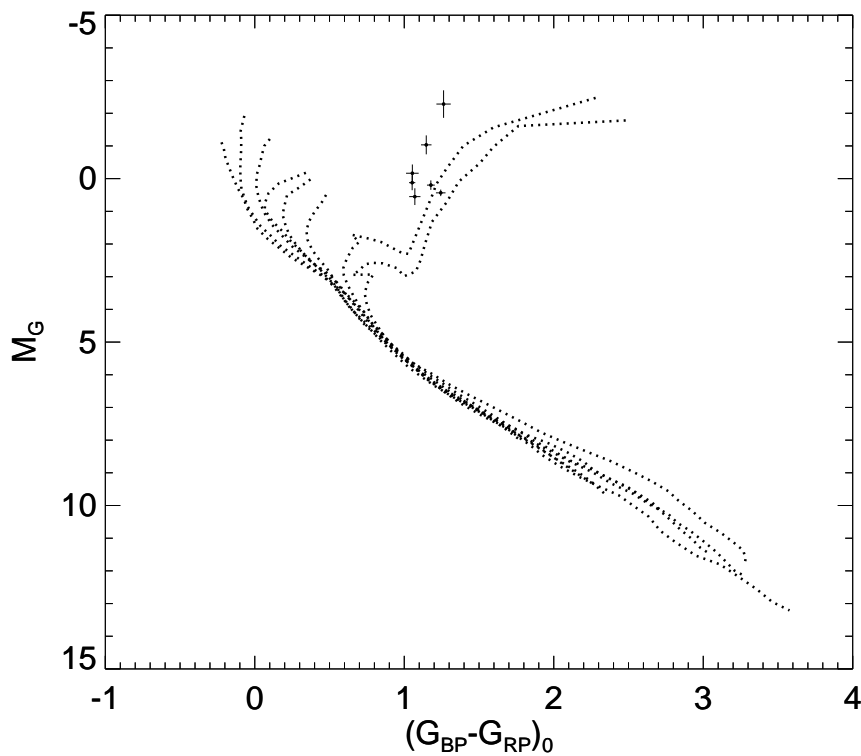


Figura 43 – Isócronas empíricas para os 8 grupos de idade a partir das bandas do *Gaia*. As isócronas empíricas são representadas pelas linhas pontilhadas. Com exceção do grupo 1 de idades, a posição média do clump de gigantes é representadas por um ponto e o desvio padrão em cor e magnitude das estrelas do clump, representados por barras de erro.

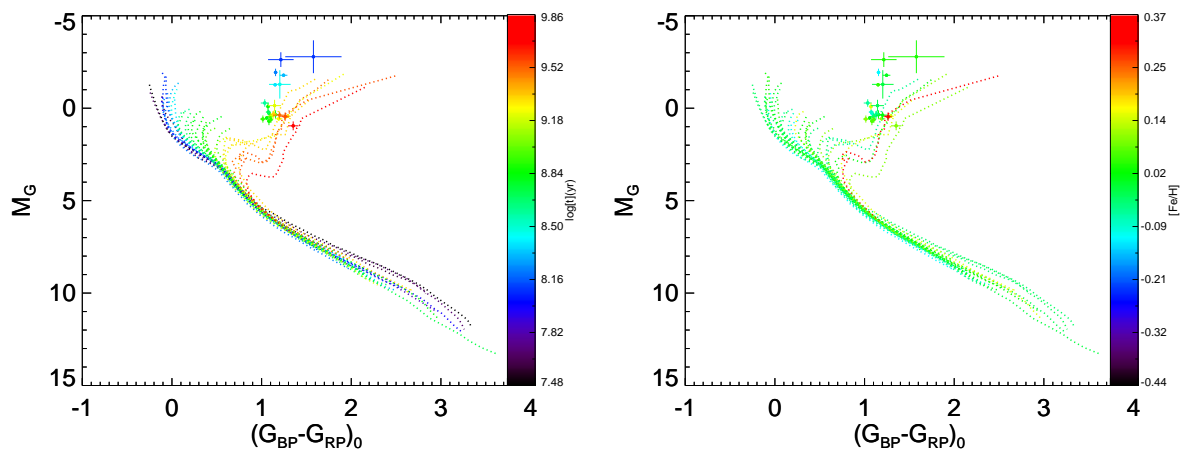


Figura 44 – Isócronas empíricas para os aglomerados de seqüências finas de nossa amostra. As isócronas empíricas são representadas pelas linhas pontilhadas. A posição média do clump de gigantes é representadas por um ponto e o desvio padrão em cor e magnitude das estrelas do clump, representados por barras de erro. No painel esquerdo a barra lateral indica a idade do aglomerado do qual a isócrona foi produzida, enquanto que no painel direito a mesma indica a metalicidade.

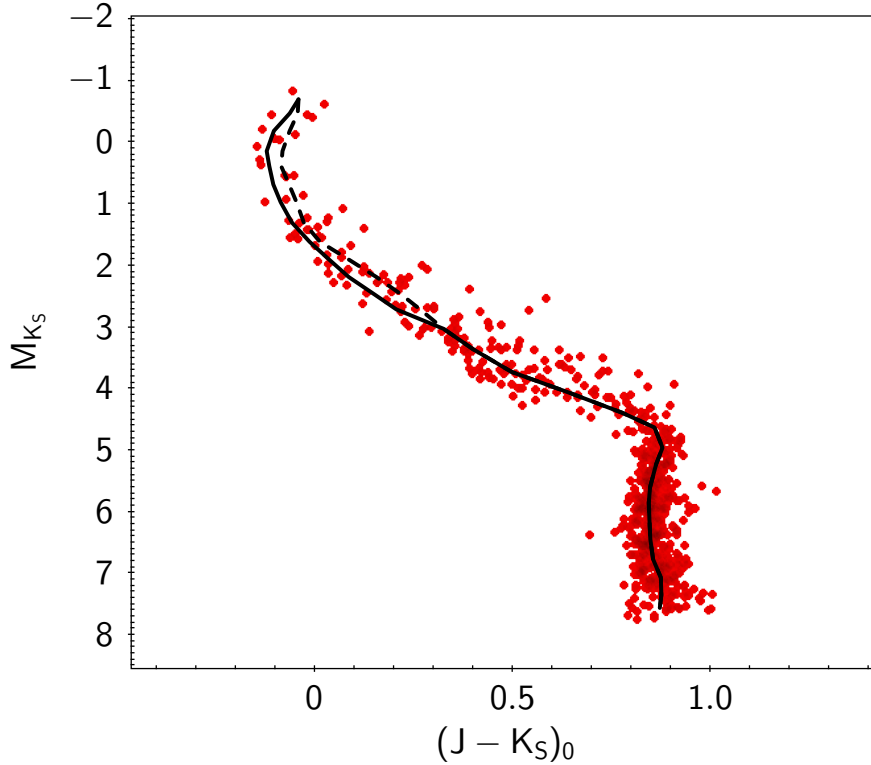


Figura 45 – Isócrona empírica do grupo 1 de idades para as bandas do 2MASS. A linha sólida representa a sequência corrigida manualmente, a linha pontilhada representa a isócrona construída automaticamente, ambas superpostas ao CMD do grupo 1 de idades.

Assim como feito para as sequências do *Gaia*, para os grupos 7 e 8, construímos manualmente as sequências de estrelas gigantes. Para isso, utilizamos estrelas limitadas pelas retas  $M_{K_S} < 4.0 \times (M_J - M_{K_S})_0 - 0.8$  para o grupo 7 e  $M_{K_S} < 1.5$  e  $(M_J - M_{K_S})_0 > 0.3$  para o grupo 8.

A Figura 46 mostra exemplos de isócronas empíricas superpostas a seus respectivos CMDs no plano  $M_{K_S}$  vs  $(J - K_S)_0$ . A Figura 47 mostra as isócronas empíricas construídas para os grupos de idade a partir dos dados do 2MASS.

### 3.6.3 Isócronas empíricas: PAN-STARRs DR1

Foram feitas isócronas nos planos  $M_{i_{PS1}}$  vs  $(g_{PS1} - i_{PS1})_0$ ,  $M_{i_{PS1}}$  vs  $(r_{PS1} - i_{PS1})_0$  e  $M_y$  vs  $(z - y)_0$  para os 8 grupos de idades construídos.

Por se tratar de fotometria PSF, assim como os dados do *Gaia*, os dados do PAN-STARRs também apresentam pequenos erros fotométricos ( $\sim 90\%$  das estrelas possuem erros fotométricos abaixo de 0.01 mag para todas as bandas) e pequenos espalhamentos nos CMDs (quando comparados à fotometria do 2MASS). O survey não possui estrelas brilhantes (limitadas pelos valores nominais de saturação mencionados no capítulo 2), portanto as isócronas ficaram limitadas apenas às estrelas de sequência principal. Dessa

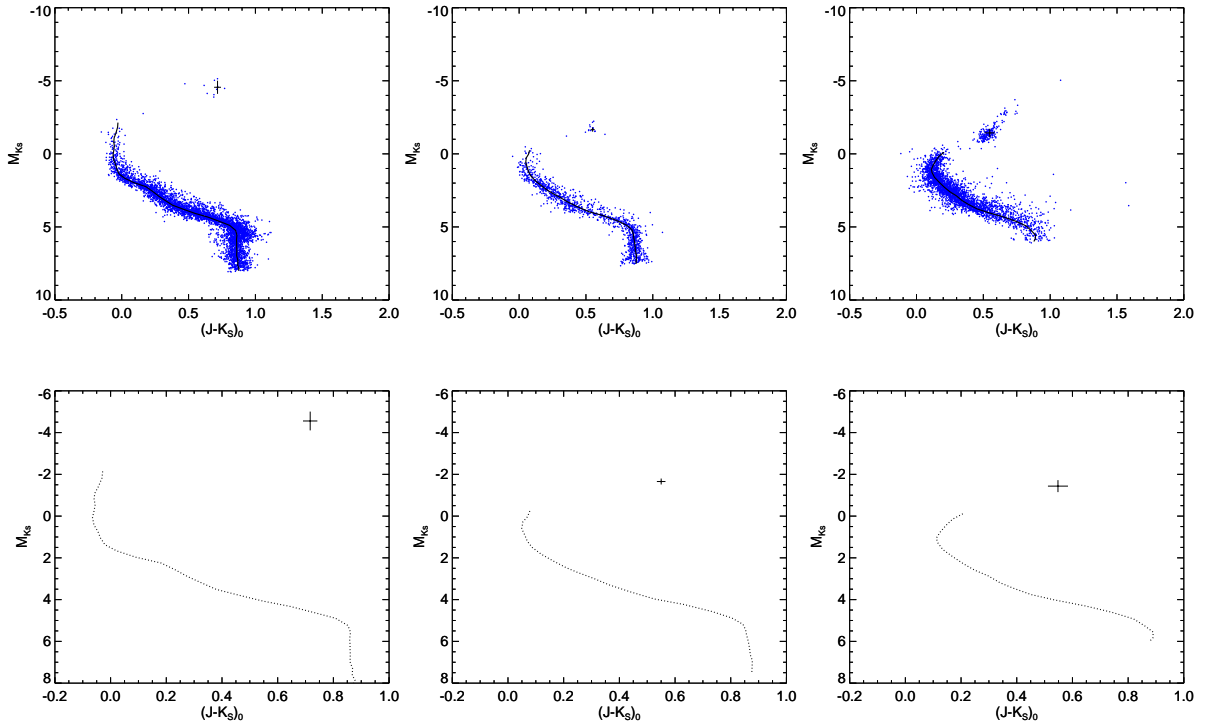


Figura 46 – Isócronas empíricas produzidas a partir de CMDs de grupos de idades a partir das bandas do 2MASS no plano  $M_{K_S}$  vs  $(J - K_S)_0$ . Os painéis superiores representam as isócronas empíricas dos grupos 2, 5 e 6 (da esquerda para a direita) superpostas a seus respectivos CMDs. Os painéis inferiores representam as mesmas isócronas, porém com as posições das estrelas gigantes demarcadas.

forma, não efetuamos quaisquer correções nas isócronas produzidas pelo código para os grupos de idade mais velhos. Alguns exemplos podem ser vistos na Figura 48.

As Figuras 49, 50 e 51 mostram todas as isócronas empíricas construídas com os dados do PAN-STARRS.

### 3.6.4 Isócronas empíricas: APASS DR9

Foram feitas isócronas nos planos  $M_V$  vs  $(B - V)_0$ ,  $M_{i'}$  vs  $(g' - i')_0$  e  $M_{i'}$  vs  $(r' - i')_0$  para os 8 grupos de idades. Não foi possível identificar uma sequência fidedigna de estrelas gigantes para o grupo 7, portanto não construímos uma sequência nessa região do diagrama. Já para o grupo 8 de idades, construímos manualmente as sequências de estrelas gigantes. Para isso, utilizamos estrelas dentro dos intervalos  $M_V < 3.3$  e  $(M_B - M_V)_0 < 0.45$ ,  $M_{i'} < 3.1$ ,  $(r' - i')_0 > -0.1$  e  $M_{i'} < 3.1$ ,  $(g' - i')_0 > 0.1$ .

A Figura 52 mostra exemplos de isócronas empíricas construídas para grupos de idade superpostas a seus respectivos CMDs no plano  $M_V$  vs  $(B - V)_0$ . As Figuras 53, 54 e 55 mostram todas as isócronas empíricas construídas com os dados do APASS. Notamos que, para os diversos planos de cor e magnitude, existe um bom acordo na sequência

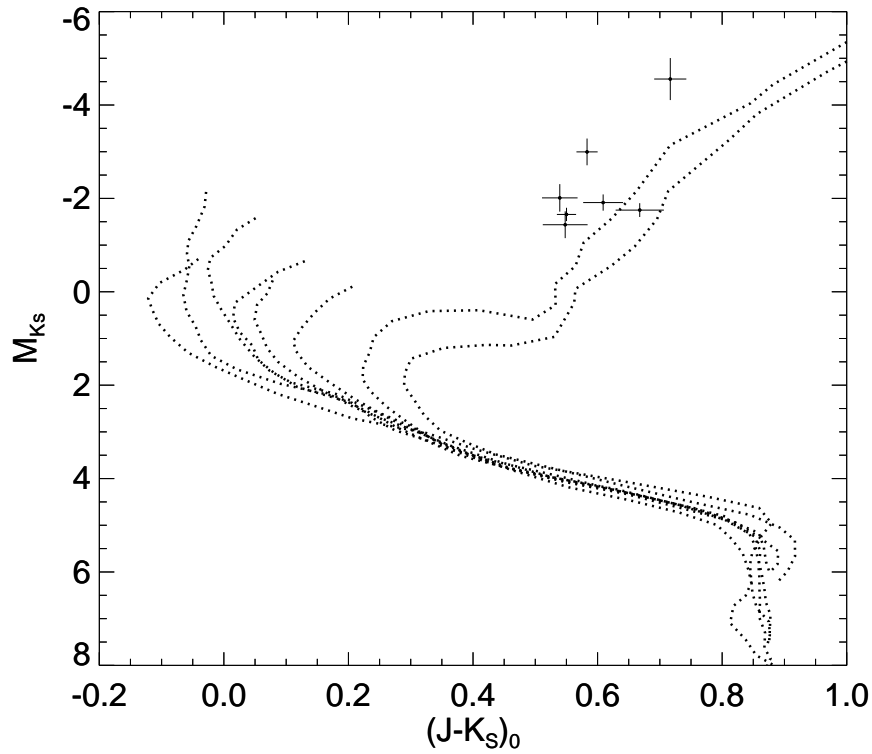


Figura 47 – Isócronas empíricas para os 8 grupos de idade a partir das bandas do 2MASS. As isócronas empíricas são representadas pelas linhas pontilhadas. Com exceção do grupo 1 de idades, a posição média do clump de gigantes é representada por um ponto e o desvio padrão em cor e magnitude das estrelas do clump, representados por barras de erro.

principal. Assim como nas isócronas feitas a partir de fotometria do 2MASS, é perceptível algumas irregularidades e espalhamentos.

Os resultados aqui obtidos serão discutidos em mais detalhes no capítulo 6.

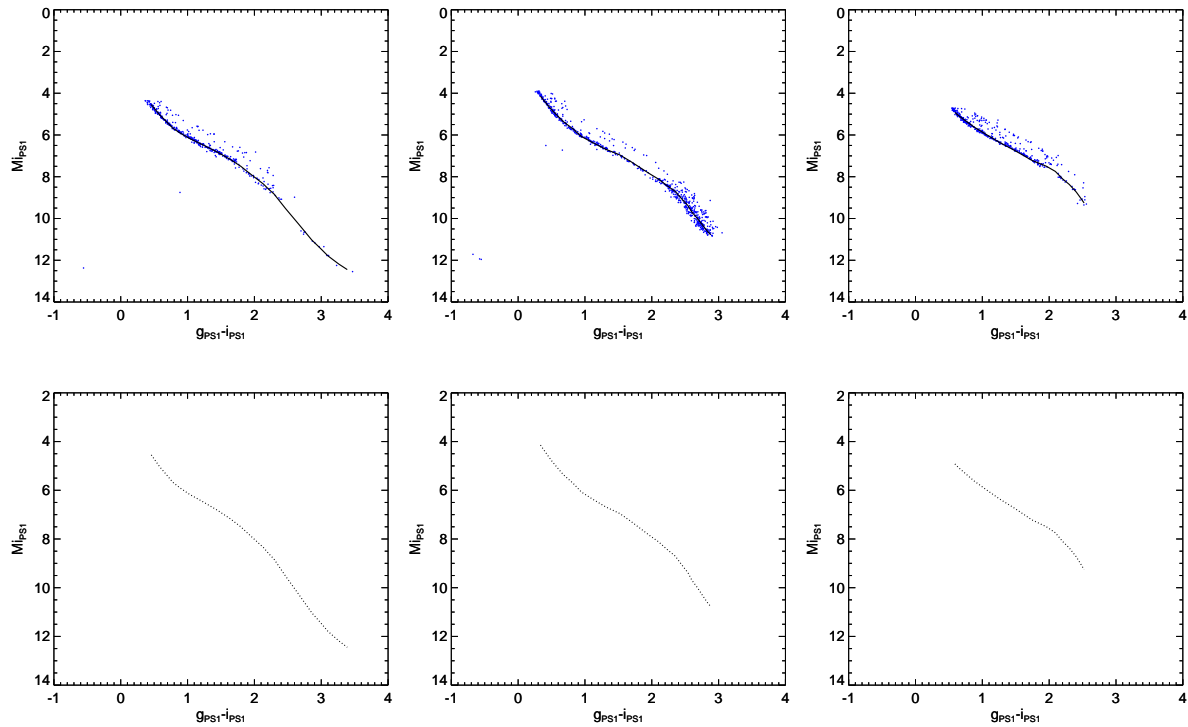


Figura 48 – Isócronas empíricas produzidas a partir de CMDs de grupos de idades a partir das bandas do PAN-STARRs no plano  $M_{i_{PS1}}$  vs  $(g_{PS1} - i_{PS1})_0$ . Os painéis superiores representam as isócronas empíricas dos grupos 4, 5 e 8 (da esquerda para a direita) superpostas a seus respectivos CMDs. Os painéis inferiores representam apenas as isócronas construídas.

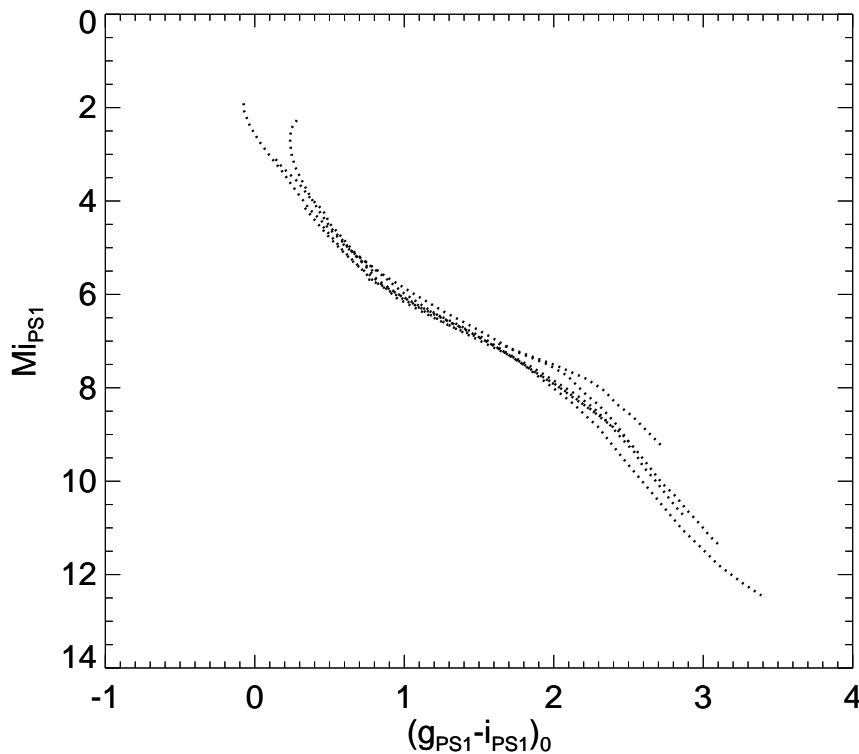


Figura 49 – Isócronas empíricas (linhas pontilhadas) para os 8 grupos de idade a partir das bandas do PAN-STARRs no plano  $M_{i_{PS1}}$  vs  $(g_{PS1} - i_{PS1})_0$ .

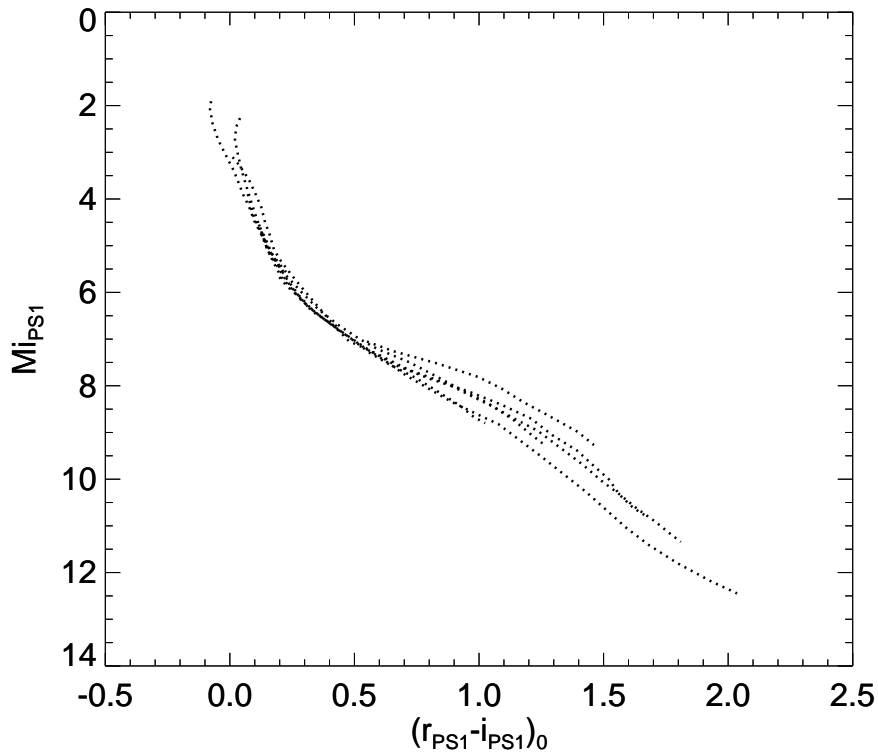


Figura 50 – Isócronas empíricas (linhas pontilhadas) para os 8 grupos de idade a partir das bandas do PAN-STARRS no plano  $M_{i_{PS1}}$  vs  $(r_{PS1} - i_{PS1})_0$ .

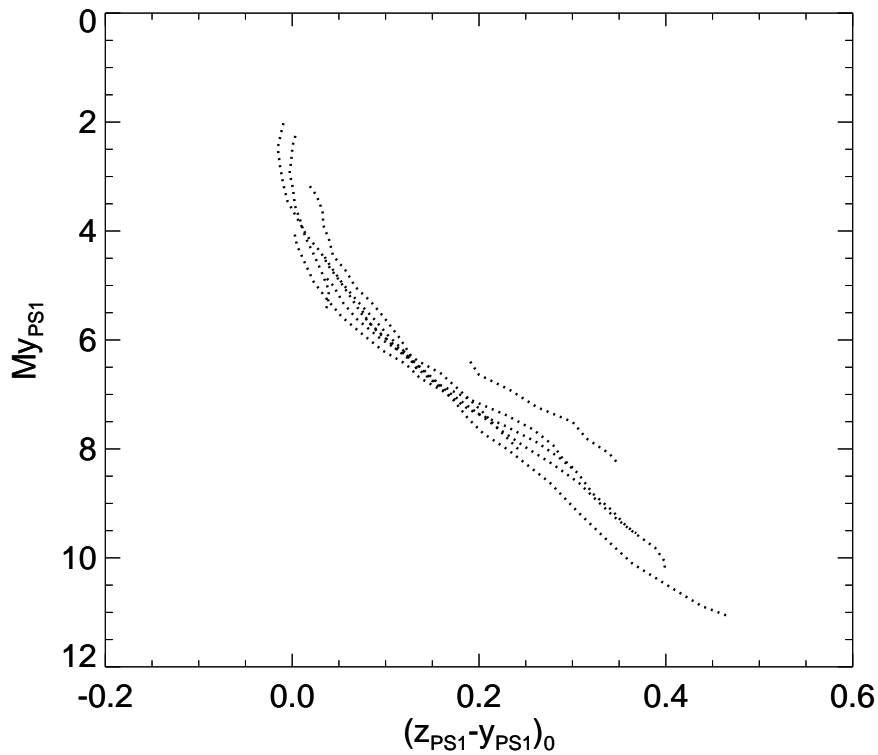


Figura 51 – Isócronas empíricas (linhas pontilhadas) para os 8 grupos de idade a partir das bandas do PAN-STARRS no plano  $M_y$  vs  $(z - y)_0$ .

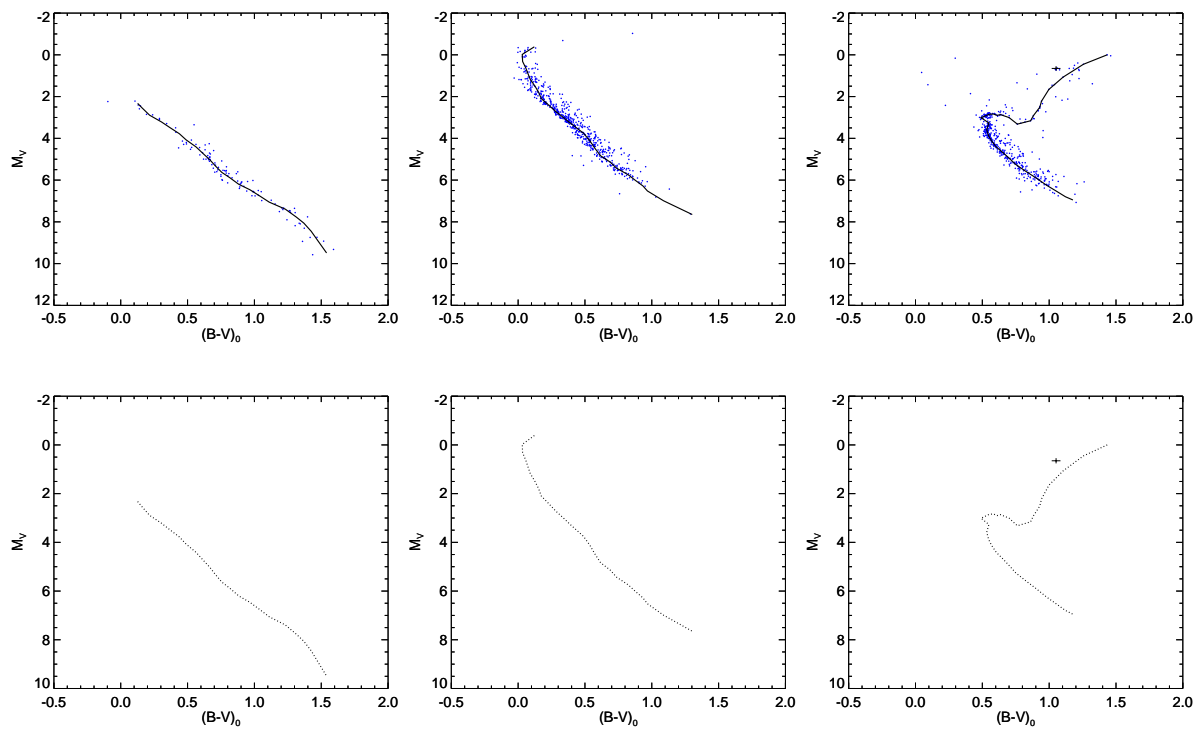


Figura 52 – Isócronas empíricas produzidas a partir de CMDs de grupos de idades a partir das bandas do APASS no plano  $M_V$  vs  $(B - V)_0$ . Os painéis superiores representam as isócronas empíricas dos grupos 1, 3 e 8 (da esquerda para a direita) superpostas a seus respectivos CMDs. Os painéis inferiores representam as mesmas isócronas, porém com as posições das estrelas gigantes demarcadas.

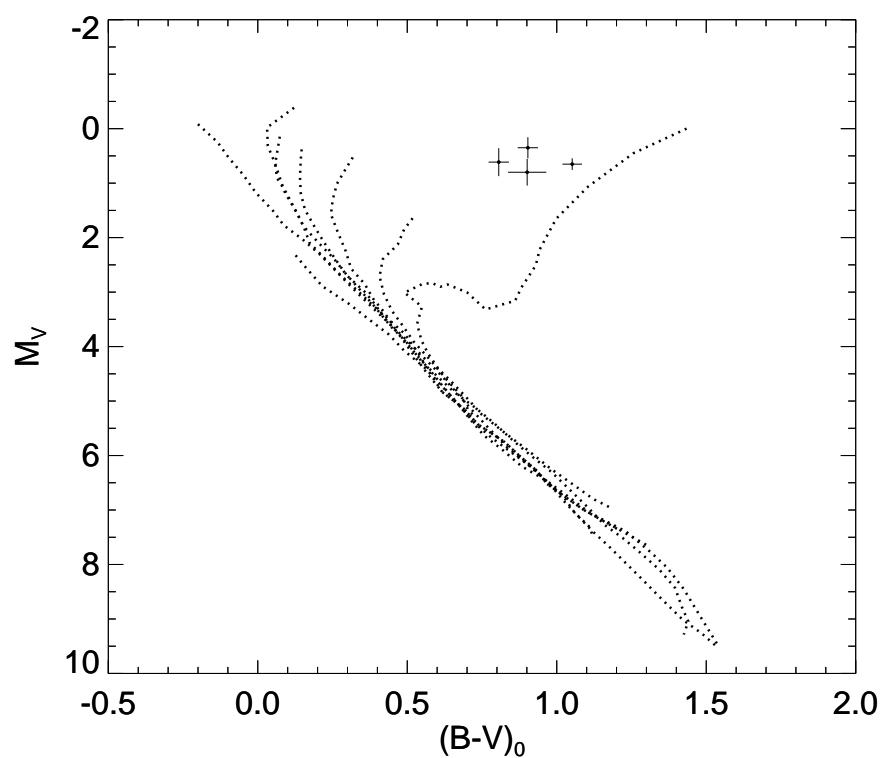


Figura 53 – Isócronas empíricas para os 8 grupos de idade a partir das bandas do APASS no plano  $M_V$  vs  $(B - V)_0$ . As isócronas empíricas são representadas pelas linhas pontilhadas. Com exceção dos grupos 1, 2, 3 e 7 de idades, a posição média do clump de gigantes é representadas por um ponto e o desvio padrão em cor e magnitude das estrelas do clump, representados por barras de erro.

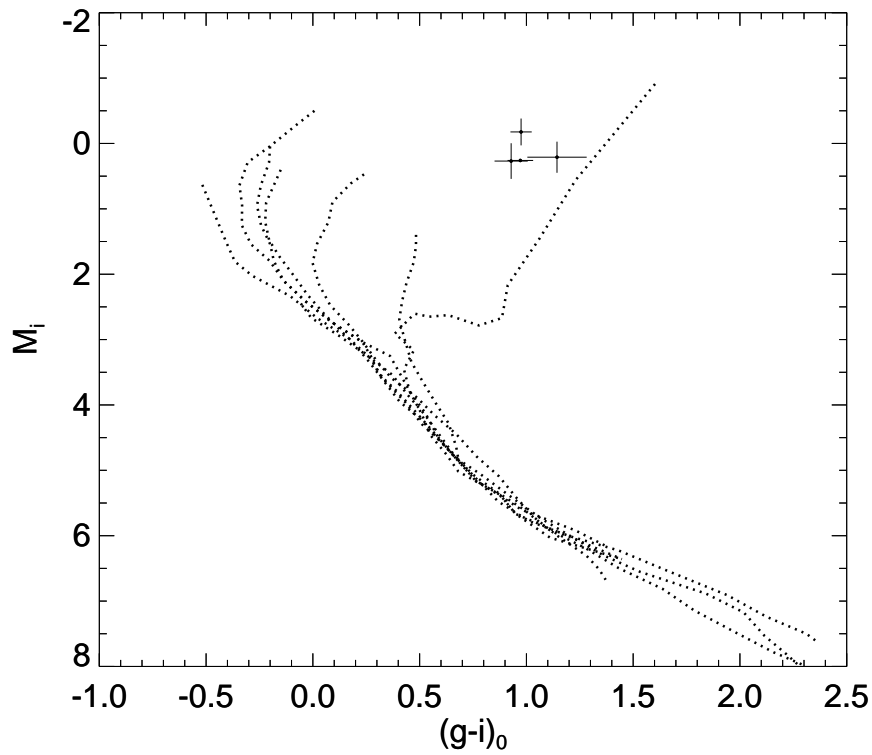


Figura 54 – Isócronas empíricas para os 8 grupos de idade a partir das bandas do APASS no plano  $M_i$  vs  $(g' - i')_0$ . As isócronas empíricas são representadas pelas linhas pontilhadas. Com exceção dos grupos 1, 2, 3 e 7 de idades, a posição média do clump de gigantes é representadas por um ponto e o desvio padrão em cor e magnitude das estrelas do clump, representados por barras de erro.

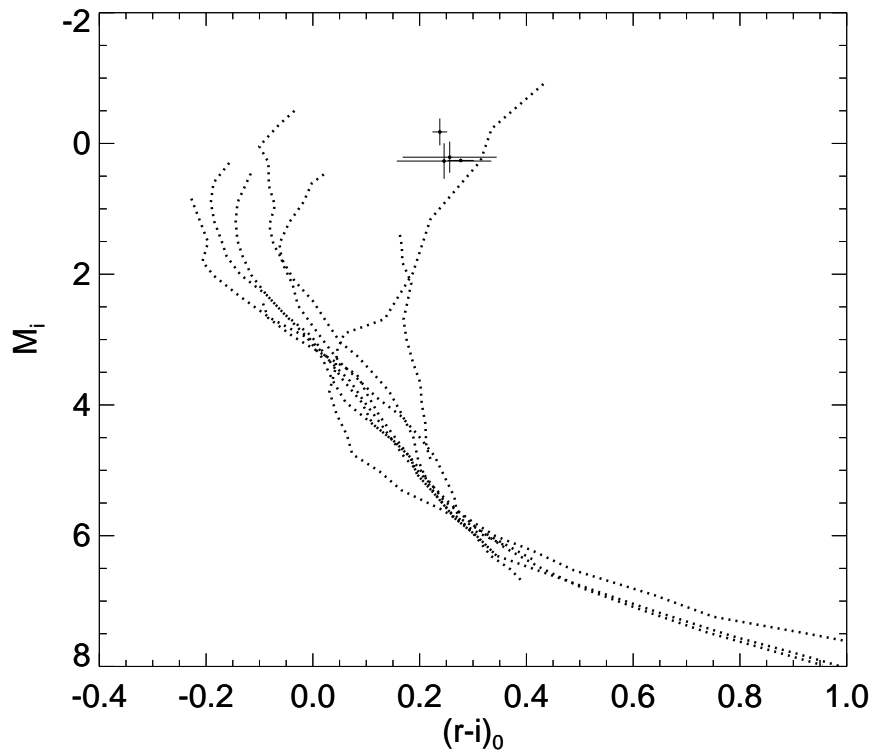


Figura 55 – Isócronas empíricas para os 8 grupos de idade a partir das bandas do APASS no plano  $M_i$  vs  $(r' - i')_0$ . As isócronas empíricas são representadas pelas linhas pontilhadas. Com exceção dos grupos 1, 2, 3 e 7 de idades, a posição média do clump de gigantes é representada por um ponto e o desvio padrão em cor e magnitude das estrelas do clump, representados por barras de erro.

## 4 Busca de novos aglomerados estelares a partir de dados do *Gaia* DR2

O aglomerado NGC 5999, que trata-se de um objeto de aproximadamente 2 kpc projetado em campos densos de estrelas do disco Galáctico e mostra-se misturado às estrelas de campo no espaço astrométrico. A fim de verificar o espaço de parâmetros astrométrico deste objeto, construímos um CMD no plano  $G$  versus  $G_{BP} - G_{RP}$  e aplicamos um filtro em cor e magnitude ( $G < 18$ ,  $G_{BP} - G_{RP} < 2$ ) no mesmo, a fim de criar uma subamostra que priorizasse estrelas pouco avermelhadas de sequência principal. Em seguida, construímos um VPD a fim de verificar essa subamostra no espaço de parâmetros astrométrico e, para nossa surpresa, além da sobredensidade esperada para o aglomerado NGC 5999, verificamos a existência de outras aglomerações, o que nos proporcionou a descoberta de três novos aglomerados de estrelas, o que pode ser visto nos painéis da Figura 56.

Como mencionado no capítulo 2, realizamos um trabalho onde reportamos a descoberta dos novos objetos, nomeados em homenagem à UFMG, que posteriormente tornou-se um catálogo de nosso grupo de pesquisa. Os resultados do trabalho foram reportados em forma de um artigo e publicados em [Ferreira et al. 2019] na revista *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*.

No mesmo período desta publicação, estabelecíamos o escopo do trabalho de doutorado, que até o momento envolvia a seleção dos objetos presentes em [Netopil et al. 2016], mas que ainda não tínhamos uma metodologia para caracterizá-los com dados do *Gaia* DR2. Este primeiro trabalho, além das descobertas reportadas em publicação

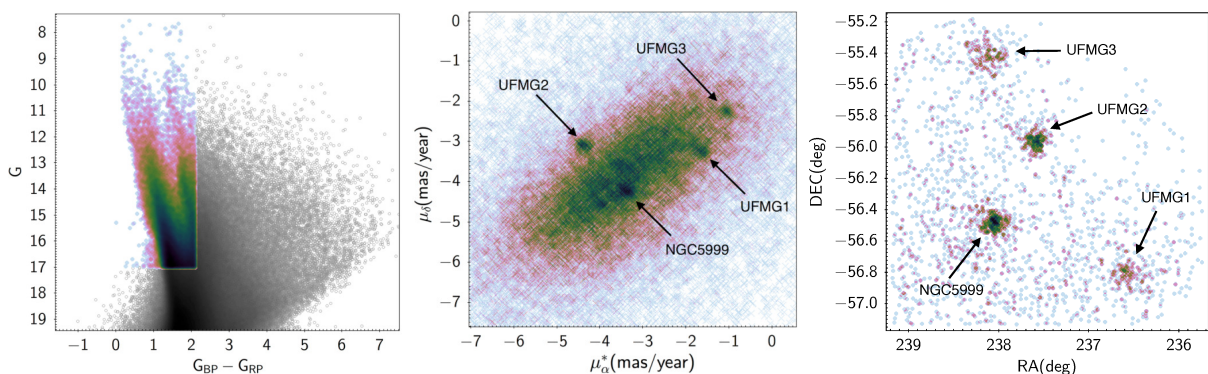


Figura 56 – Esquerda: CMD da região do aglomerado NGC 5999. A amostra de pontos coloridos e escuros destacam as estrelas filtradas por cor e magnitude. Meio: VPD construído com a amostra destacada no CMD. Direita: Distribuição espacial das estrelas de NGC 5999 e das outras três aglomerações verificadas no VPD.

científica, nos forneceu experiência para trabalhar com os dados do *Gaia* DR2 e a criação de nova metodologia para a caracterização de aglomerados estelares que, como foi mostrado no Capítulo 2, sofreu pequenas alterações. Além do escopo original do trabalho de doutorado com propriedades de aglomerados estelares e isócronas empíricas, a busca por novos objetos tornou-se uma vertente de nosso trabalho.

## 4.1 Metodologia: Busca por aglomerados

Após a publicação de três aglomerados abertos descobertos, elaboramos uma metodologia para buscar por novos aglomerados estelares a partir de dados do *Gaia* DR2:

1. Aquisição de dados do *Gaia* em diferentes regiões do céu a partir de suas coordenadas equatoriais centrais;
2. Atuação de filtros de qualidade dos dados do *Gaia* estabelecidos em [Arenou et al. 2018] (equações 1,2 e 3 da referência citada);
3. Divisão das regiões adquiridas em pequenas sub-regiões;
4. Para cada sub-região, construção de diagramas cor-magnitude e aplicação de cortes em cor e magnitude;
5. Para as subamostras finais (filtradas no CMD), inspeção visual de estrelas em VPDs e cartas celestes em busca de sobredensidades;
6. Caso uma sobredensidade seja detectada, aplicamos filtros sobre as mesmas a fim de verificar a relação das estrelas em outros espaços (paralaxe, CMD, etc);
7. Caracterização do objeto como aglomerado estelar: criação de rdps, descontaminação, ajuste de isócronas;
8. Verificação da existência do mesmo na literatura.

A partir da metodologia estabelecida, ao longo do período de vigência do doutorado, realizamos outras buscas por novos objetos que foram posteriormente validadas e publicadas em outros dois artigos. Nas próximas seções, apresentaremos de forma resumida como essa metodologia foi aplicada aos dados do *Gaia* e os resultados principais.

## 4.2 Descoberta de 25 novos aglomerados

Ao longo do ano de 2019 e início de 2020, enquanto era realizada a caracterização dos 59 aglomerados estudados neste trabalho, realizamos buscas por novos aglomerados. Como o foco de nosso trabalho original não era a busca por novos objetos, esta foi feita em

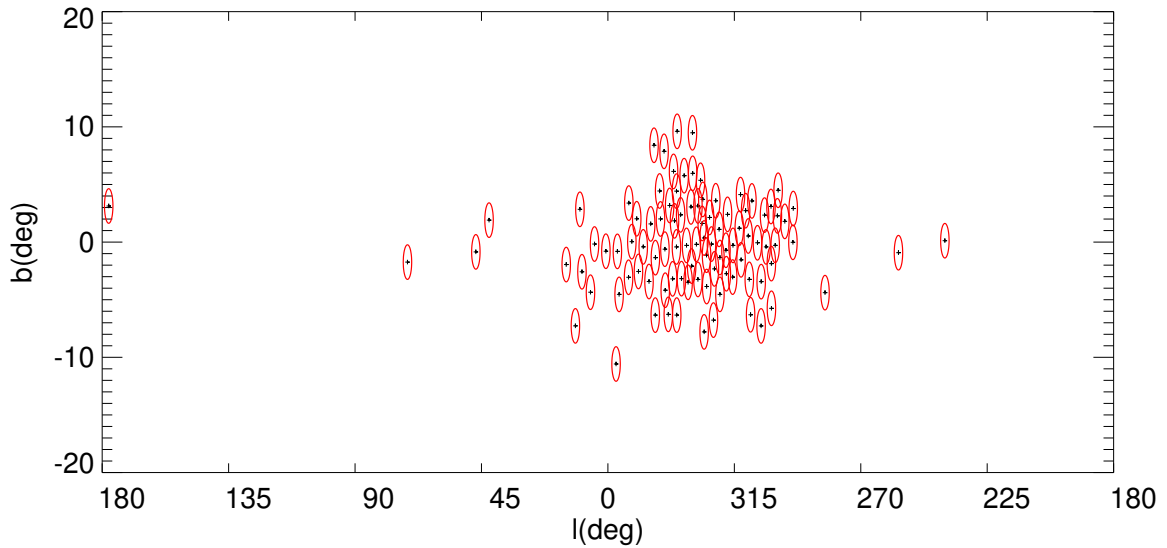


Figura 57 – Cobertura espacial em coordenadas Galácticas dos campos vistoriados neste trabalho. O tamanho dos círculos indicam o tamanho das regiões em graus.

segundo plano ao longo do tempo, investigando as regiões dos nossos próprios aglomerados estudados e campos adjacentes a estes.

#### 4.2.1 Regiões investigadas

Para a busca por novos objetos, realizamos aquisições de catálogos do *Gaia* pelo vizier dentro de áreas de 1.5 graus de raio a partir de uma coordenada equatorial central dada. Como mencionado no Capítulo 2, as aquisições dos dados do *Gaia* para os aglomerados caracterizados neste trabalho, tinham limites espaciais proporcionais aos tamanhos dos objetos de acordo com a literatura. Dessa forma, além dos catálogos utilizados para a caracterização destes objetos, também realizamos aquisições de catálogos com o tamanho padrão estabelecido para as buscas por novos objetos. Os campos investigados podem ser vistos na Figura 57. As coordenadas centrais de cada um dos campos investigados e quais objetos foram encontrados por campo estão presentes na Tabela A1 do Apêndice A1 de [Ferreira et al. 2020].

Após a aquisição dos catálogos nos campos circulares de 1.5 graus de raio, dividimos a área total de cada região em 4 setores de mesma área, como pode ser visto na Figura 58.

#### 4.2.2 Filtros aplicados às regiões

Como percebido em [Ferreira et al. 2019], um filtro em  $G_{BP} - G_{RP} < 2$  foi capaz de priorizar estrelas de sequência principal de todos os aglomerados envolvidos, principalmente de NGC5999, UFMG1 e UFMG3 por serem menos avermelhados. Então, para cada setor, aplicamos os filtros de qualidade recomendados aos dados do *Gaia* e construímos diagramas cor-magnitude a partir dos mesmos. Em seguida, aplicamos um filtro em magnitude  $G < 18$

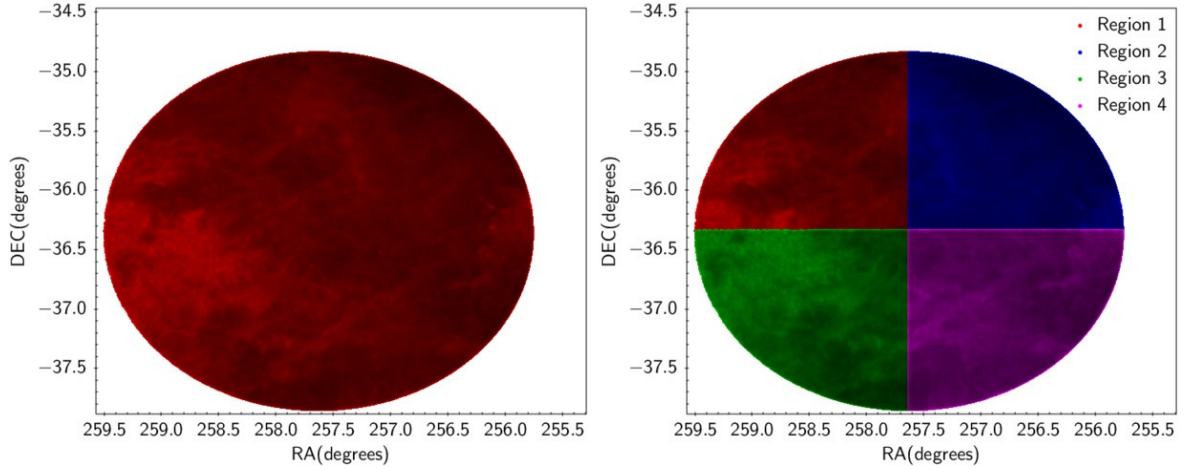


Figura 58 – Esquerda: Posição das estrelas dentro de uma região de 1.5 graus de raio centradas nas coordenadas do campo de busca de número 90, RA=257.632° e DEC=-36.3409°, a região inteira comporta  $\sim 2$  milhões de fontes. Direita: A mesma região, mas dividida por 4 setores de mesma área.

e, visualmente, dividimos os diagramas cor-magnitudes em duas subamostras a partir de um valor de cor  $G_{BP} - G_{RP}$ . Este valor de cor foi escolhido a partir de uma inspeção visual de tal maneira a dividir o diagrama cor-magnitude em duas porções mais densas: uma contendo principalmente estrelas mais azuis e menos avermelhadas de sequência principal e outra com estrelas mais avermelhadas e evoluídas. Os valores estabelecidos para a divisão dos diagramas em valores de cor ficaram restritos entre 1.5 e 2.5 mag em  $G_{BP} - G_{RP}$ .

Os painéis da Figura 59 mostram um diagrama cor-magnitude referente a sub-região 3 da Figura 58. As amostras são destacadas por um limite de magnitude  $G < 18$  e por dois valores de cor:  $G_{BP} - G_{RP} < 2.5$  e  $G_{BP} - G_{RP} > 2.5$ . A amostra de estrelas da sub-região sem filtros possui  $\sim 2.7 \times 10^5$  estrelas. A porção destacada em azul, quando comparada à amostra total do CMD, teve o número de estrelas reduzidos de  $\sim 2.7 \times 10^5$  para  $\sim 2.3 \times 10^4$  e a amostra destacada em verde para  $\sim 1.1 \times 10^4$ .

### 4.2.3 Inspeção visual em VPDs e cartas celestes

A partir das subamostras restritas em cor e magnitude, construímos VPDs com as mesmas. Fazemos a inspeção visual dos VPDs a fim de detectar sobredensidades nos mesmos. Como pode ser visto nas Figuras 18 e 19 do Capítulo 2, as dispersões de movimento próprio dos aglomerados, em média, tendem a ficar dentro de um regime de  $0.13 < \sigma_\mu < 1 \text{ mas/year}$  e, especialmente os aglomerados mais distantes que 1kpc, possuem dispersões próximas de  $\sim 0.13 \text{ mas/year}$ . Como veremos, a grande maioria dos objetos encontrados em nosso trabalho, se encontram no segundo regime de dispersões mencionados, pois é de se esperar que os objetos mais próximos e de movimentos próprios mais dispersos já tenham sido catalogados. Dessa forma, a sobredensidade esperada dentro

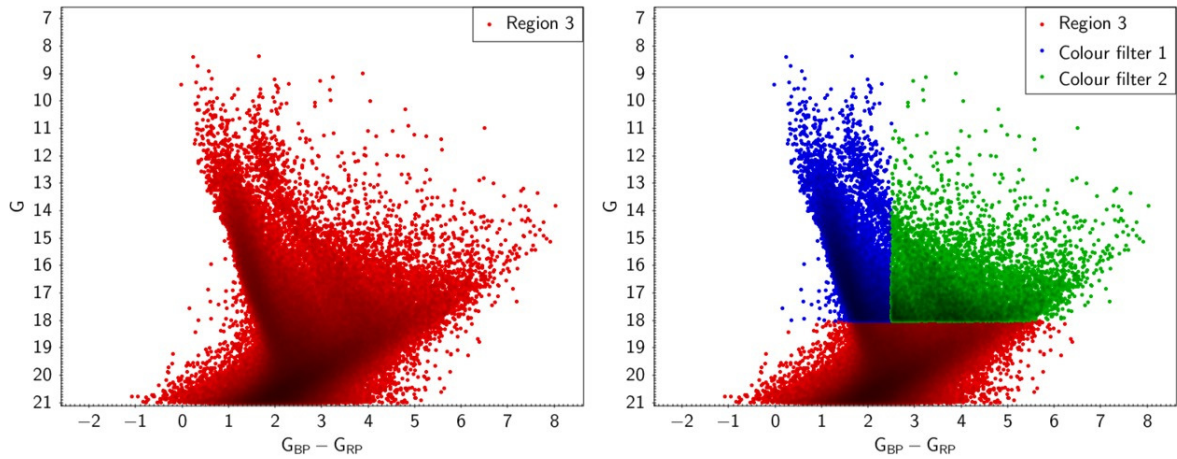


Figura 59 – Esquerda: CMD da região destacada e referenciada como Region 3 na Fig. 58. Direita: CMD com cortes de cor e magnitude separando as amostras em dois intervalos de cor:  $G_{BP} - G_{RP} < 2.5$  e  $G_{BP} - G_{RP} > 2.5$ .

dos VPDs característica de um aglomerado aberto, tende a ficar confinada a um diâmetro proporcional ao valor médio de dispersão para aglomerados mais distantes que 1 kpc.

Sempre que uma sobredensidade é identificada no VPD, aplicamos uma máscara quadrada de lado igual a 1 mas/year sobre seu centro visual. A partir da subamostra criada por esta restrição, construímos um CMD, histogramas com as paralaxes das estrelas e verificamos o agrupamento espacial destas estrelas a partir de suas coordenadas equatoriais a fim de verificar se o achado se trata de um candidato a aglomerado estelar. É de se esperar que, além da aglomeração no VPD, as estrelas do objeto se aglomerem espacialmente numa mesma região, que possuam valores similares de paralaxe e uma sequência característica no CMD. O procedimento mencionado pode ser visto nos painéis na Figura 60.

Também vistoriamos as subamostras restritas em cor e magnitude a partir de cartas celestes. Em alguns raros casos, os candidatos a aglomerados estelares, mesmo com as subamostras filtradas por cor e magnitude, não apresentaram grande aglomeração no VPD, porém a aglomeração se manifestou em cartas celestes. Dessa forma, ao verificar aglomerações nas cartas celestes, aplicamos máscaras quadradas com dimensões entre 5 arcmin x 5 arcmin e 15 arcmin x 15 arcmin a fim de inspecionar as estrelas em outros espaços de parâmetros. Da mesma maneira, analisamos as subamostras em VPDs, suas paralaxes em histogramas e CMDs, onde esperamos que as estrelas também estejam correlacionadas. O procedimento mencionado pode ser visto nos painéis na Figura 61.

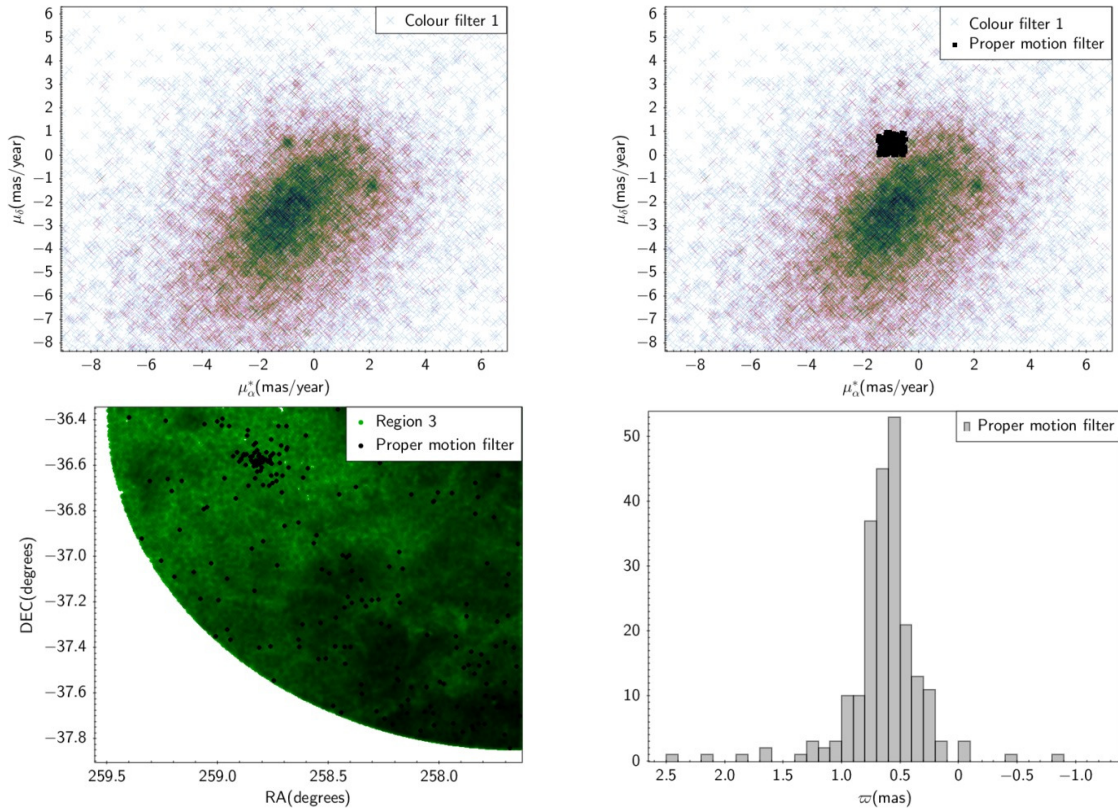


Figura 60 – Painel superior esquerdo: VPD construído a partir da Região 3 da amostra da Fig 59 onde a sobredensidade pode ser vista no VPD. Painel superior direito: Uma filtro em forma de caixa de dimensões 1x1 mas/year aplicado sobre o centro visual da sobredensidade detectada. Painel inferior esquerdo: Carte celeste das estrelas da região (em verde) superposta com a amostra filtrada pelo filtro de movimento próprio (em preto). Notamos que as estrelas tendem também a se concentrar espacialmente. Painel inferior direito: Valores de paralaxe das estrelas filtradas em movimento próprio, mostrando que a maioria das estrelas possuem paralaxes similares.

### 4.3 Método de validação das descobertas: Construção de uma base de dados de OCs conhecidos

Assim que um candidato a aglomerado estelar é encontrado, calculamos seus valores médios nos espaços de parâmetros astrométricos ( $\alpha$ ,  $\delta$ ,  $\mu_{\alpha}^*$ ,  $\mu_{\delta}$  e  $\varpi$ ). Porém, para provar que se trata de fato de um novo objeto, é preciso que se faça a verificação na literatura da existência do novo candidato. Para isso, construímos uma base de dados onde foram incorporadas informações dos diversos aglomerados catalogados na literatura: [Röser, Schilbach & Goldman 2016], [Castro-Ginard et al. 2018], [Borissova et al. 2018], [Guo et al. 2018], [Castro-Ginard et al. 2019], [Bica et al. 2019], [Ferreira et al. 2019], [Cantat-Gaudin et al. 2019], [Torrealba, Belokurov & Koposov 2019], [Bastian, U. 2019], [Sim et al. 2019], [Liu & Pang 2019], [Castro-Ginard et al. 2020], [Hao et al. 2020], [Ferreira et al.

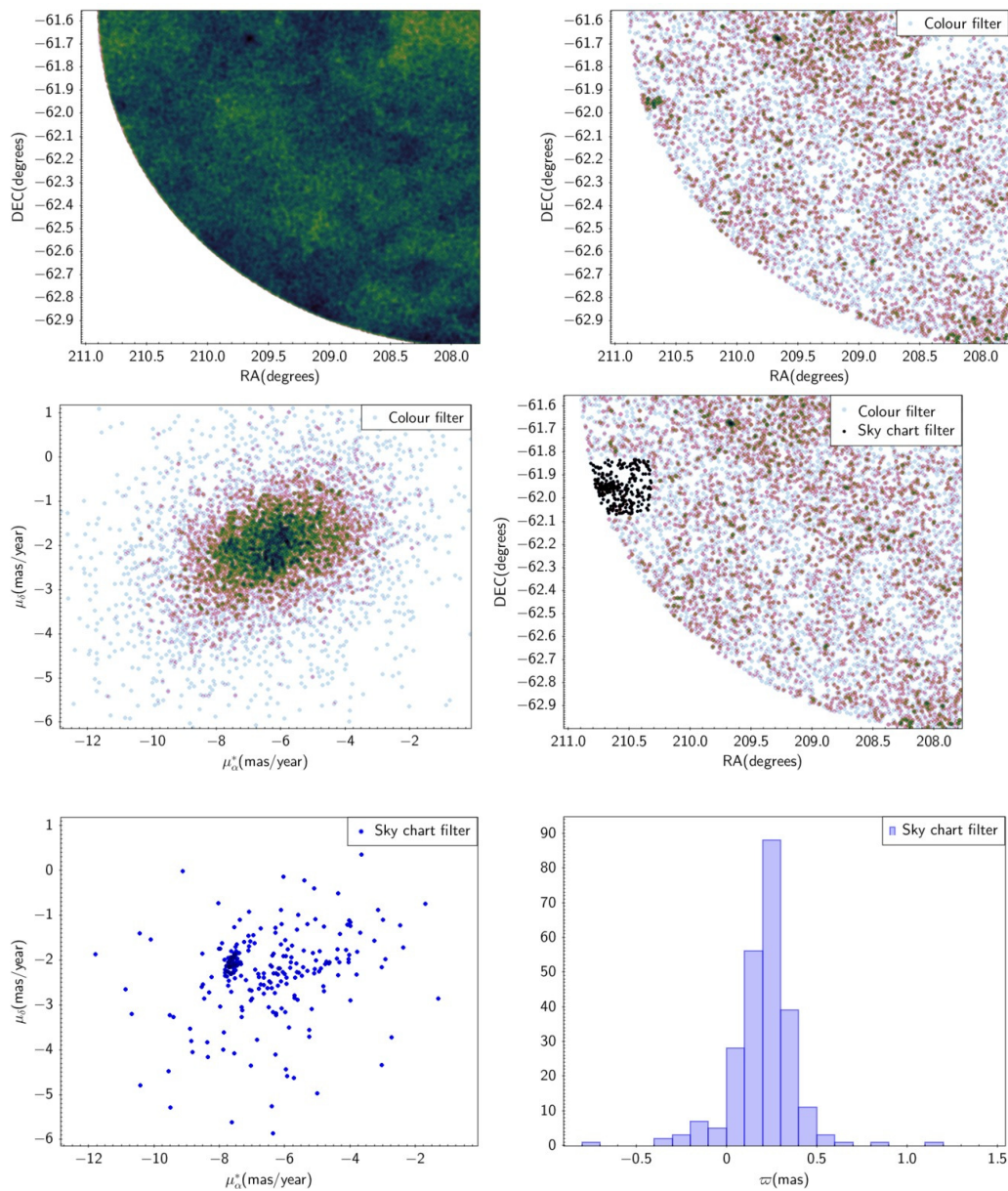


Figura 61 – Painel superior esquerdo: um gráfico de densidade de um setor do campo de buscas de número 32, centrado nas coordenadas equatoriais  $RA=207.893^\circ$  e  $DEC=-61.5095^\circ$ , na qual a região inteira de raio de  $1.5^\circ$  contém  $\sim 1.5$  milhões de fontes. Painel superior direito: A mesma região do céu, porém com sua amostra filtrada por cor e magnitude. Painel central esquerdo: VPD da mesma amostra filtrada em cor. O filtro em cor até o momento não destaca qualquer sobredensidade no diagrama. Painel central direito: Filtro aplicado sobre uma sobredensidade detectada na carta celeste. Painel inferior esquerdo: VPD da amostra filtrada dentro da carta celeste, é possível notar uma aglomeração no VPD. Painel inferior direito: Valores de paralaxe da amostra filtrada na carta celeste, notamos que as estrelas possuem valores similares de distância.

2020], [Qin et al. 2020], [He et al. 2020] e [Ferreira et al. 2021]. Obviamente que as bases de dados mencionadas possuem ambiguidades, porém as mesmas não interferem no objetivo do procedimento de verificação. Na base de dados, todos os aglomerados possuem pelo menos seu nome de identificação, o catálogo pertencente, suas coordenadas equatoriais e tamanhos associados ao diâmetro aparente, raio limite ou raio de maré (de acordo com o que foi determinado pelo autor). Para os casos onde os aglomerados foram completamente caracterizados na literatura, também incorporamos informações astrométricas ( $\mu_\alpha^*$ ,  $\mu_\delta$  e  $\varpi$ ) e parâmetros astrofísicos.

Também construímos um código em IDL capaz de ler nossa base de dados e fazer uma comparação de um candidato a aglomerado estelar com os objetos listados na literatura. O código usa como parâmetros de entrada coordenadas equatoriais, o tamanho do objeto em minutos de arco e um raio de varredura partindo das coordenadas dadas. O código lista todos os objetos dentro do raio de varredura, determina a distância entre as coordenadas dadas e as coordenadas dos objetos listados e também compara esta distância com a soma dos raios do objeto catalogado na base de dados a ser comparado com o raio dado no programa.

Os painéis da Figura: 62 mostram o procedimento de comparação com a literatura a partir do código mencionado. Primeiramente o código lista os objetos presentes na região e a distância em minutos de arco até a coordenada dada. Em seguida lista com mais detalhes cada um dos objetos a partir de sua referência da literatura, raio e a comparação das somas dos raios com a distância ao centro. Objetos de catálogos como [Liu & Pang 2019] não possuem nomes em seus catálogos, mas sim um identificador numérico. Então objetos deste catálogo recebem seu número de identificação e objetos fora deste catálogo recebem um número -99.

De forma geral, o processo de verificação na literatura dos candidatos ocorre em três etapas:

1. Qualitativamente, logo após determinar os valores médios astrométricos do candidato, realizamos uma primeira verificação da existência de objetos da literatura conhecidos na região. Verificamos a existência de objetos da literatura com coordenadas centrais localizadas próximas às porções mais densas da distribuição espacial das estrelas do candidato, assim usamos a base de dados para verificar a compatibilidade dos parâmetros astrométricos entre o candidato e o objeto próximo da literatura. Caso não existam coordenadas de objetos conhecidos localizadas dentro das regiões mais densas do candidato ou que, na existência de objetos próximos, eles apresentem uma natureza física completamente diferente, seguimos para a segunda etapa.
2. A segunda etapa trata-se do início do processo de caracterização do candidato ao se construir seu perfil de densidade radial. A partir de nosso código, o aglomerado é

```

filipe@Cooler: ~/Doutorado/OFICINA/CATALOGO_MONSTRO/match_ext_catalogue/CATALOGOS_GERAL_PADRONIZADO
:::::::::::::::::::::::::::::::::::::::::::::ENTRADA:::::::::::::::::::::::::::::::::::::::::::::
name_oc='oc_candidate'          :Nome do objeto buscado (para arquivo de saída)
RA_candidate= 273.00            :Ascensão reta em graus
DEC_candidate=-22.98           :Declinação em graus
cluster_radius=15              :raio do cluster de entrada em minutos de arco
r_coverage_arcmin=30          :raio de cobertura em minutos de arco
:
:

filipe@Cooler: ~/Doutorado/OFICINA/CATALOGO_MONSTRO/match_ext_catalogue/CATALOGOS_GERAL...
Valor de ascensão reta dado em graus:      273.000
valor de declinação dado em graus:       -22.9800
Raio de cobertura em minutos de arco:      30
Raio de cobertura em graus:               0.500000
clusters encontrados:
numero total de objetos dentro de      30arcmin:      8
0-'nome:UFMG4           ;;distancia em arcmin:      0.39068153
1-'nome:Terzan_12      ;;distancia em arcmin:      15.262746
2-'nome:Kronberger 48  ;;distancia em arcmin:      24.587229
3-'nome:Ryu 621        ;;distancia em arcmin:      24.138615
4-'nome:Terzan 12,GCL 90.;;distancia em arcmin:      14.751682
5-'nome:-              ;;distancia em arcmin:      2.1986671
6-'nome:-              ;;distancia em arcmin:      0.33857475
7-'nome:-              ;;distancia em arcmin:      2.1114487
DETALHES DOS AGLOMERADOS CORRESPONDENTES:
separação entre a coordenada e os objetos mais próximos, nome e ref:
nome:UFMG4           ;;distancia em arcmin:      0.39068153
referencia:Ferreira2020;;numero de referencia:    2
id de liu2019:      -99
raio do cluster encontrado:      13.4667arcmin;;;
diametro aparente:      26.9333
raio do cluster de entrada:      15
////////////////////////////////////
ra:      272.99301dec:      -22.981001
referencia: Ferreira et al 2020 (25 novos UFGs)
soma do raio do cluster_entrada + cluster_literatura- separation=      28.075986
////////////////////////////////////

```

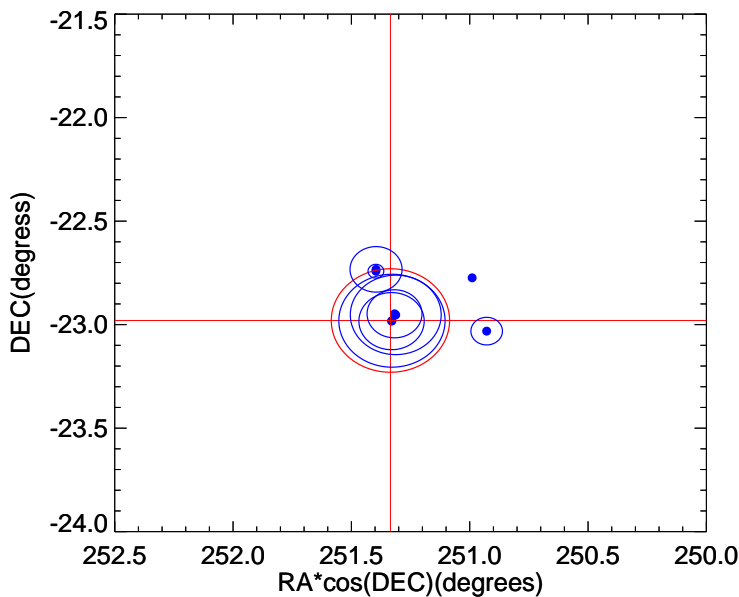


Figura 62 – Procedimento de comparação com a literatura a partir do código mencionado. Painel superior: Interface do IDL mostrando os parâmetros de busca a partir de coordenadas equatoriais dadas, um raio estimado para o objeto e um raio de cobertura a buscar objetos da literatura. Painel do meio: Resultado do procedimento de busca, mostrando que 8 objetos foram encontrados dentro de 30 minutos de arco. Painel inferior: Um gráfico a partir de coordenadas equatoriais mostrando a posição central da região de busca (cruz vermelha), objetos da literatura (pontos azuis) e seus raios (círculos azuis) e o raio do objeto que foi buscado (círculo vermelho).

comparado à sua vizinhança levando em conta seus centros e seus raios. Se a soma dos raios dos objetos for menor que a separação dos centros dos mesmos, certamente os objetos não estarão projetados na mesma região do céu e não partilharão dos mesmos membros, ou seja, são objetos diferentes. Nesse caso, basta a caracterização do objeto em termos de parâmetros astrofísicos e estruturais para provar sua natureza. Se a partir do processo de caracterização concluirmos ser um novo aglomerado, reportamos a descoberta.

Caso a soma dos raios dos objetos seja maior que a separação dos centros, isso implica que porções dos objetos estarão projetadas na mesma região do céu e eles podem ou não partilhar das mesmas estrelas. Nestes casos, podemos estar lidando com um falso-positivo ou talvez uma subestrutura de um aglomerado conhecido. Então passamos para a próxima etapa de verificação.

3. A terceira etapa é realizada ao caracterizar o objeto completamente e separar seus membros mais prováveis para os casos onde existam overlaps das estruturas dos aglomerados. Para provar a não existência de vínculos físicos entre o candidato a aglomerado e o objeto próximo correspondente, outras informações são necessárias para diferenciá-los, então fazemos a caracterização do objeto. Após a caracterização, buscamos por todas as informações disponíveis, por exemplo, parâmetros astrofísicos, parâmetros astrométricos médios e suas dispersões e listas de membros. Caso os aglomerados não partilhem membros (nos casos onde os autores disponibilizam listas de membros) e/ou possuem parâmetros astrofísicos muito diferentes, assumimos serem dois objetos diferentes, porém projetados na mesma direção do céu.

## 4.4 Caracterização dos aglomerados

Alguns dos aglomerados encontrados se encontravam nas bordas das regiões de busca, assim, também para lidarmos individualmente com uma quantidade menor de dados por alvo, refizemos a aquisição de catálogos nas regiões dos aglomerados, centralizados em suas coordenadas equatoriais (valores médios determinados na detecção) dentro de um raio de 30 minutos de arco. No processo de caracterização, atuamos apenas os filtros de qualidades recomendados para os dados do *Gaia* DR2, ou seja, não utilizamos quaisquer filtros de cor ou magnitude.

Para a caracterização dos novos aglomerados realizamos os seguintes procedimentos:

1. Construção de perfis de densidade radial
2. Ajuste de perfil de King de 3 parâmetros
3. Descontaminação astrométrica

## 4. Ajuste de isócronas

### 4.4.1 Centro, perfil radial e parâmetros estruturais

Assim como feito no Capítulo 2, refinamos os valores de centro dos aglomerados e realizamos a construção de perfis de densidade radial. Como os novos aglomerados encontrados tendem a ser pobres em conteúdo estelar e projetados em campos muito densos, para se estabelecer contraste entre a população de estrelas do aglomerado com o campo, é preciso a atuação de filtros no espaço astrométrico. Como veremos, os novos objetos estão localizados a uma distância superior a 1 kpc do Sol, então eles tendem a apresentar dispersões de movimento próprio próximas de 0.13 mas/year, como visto em [Cantat-Gaudin & Anders 2020]. Então, para filtrar as amostras e reduzir o efeito de contaminação, restringimos os movimentos próprios  $\mu_\alpha^*$  e  $\mu_\delta$  dentro de caixas quadradas de 1 mas/year de lado centralizadas nos valores médios encontrados na detecção. Caixas deste tamanho, de forma geral, são capazes de envolver tipicamente estrelas mais distantes do que  $3\sigma$  dos valores médios das distribuições de movimento próprio dos aglomerados.

Em casos onde a contaminação de campo era menos crítica, permitimos caixas de movimento próprio de lados de 2 mas/year e nos casos mais críticos dos aglomerados mais pobres, adotamos o valor de 0.8 mas/year.

A partir das amostras filtradas em movimento próprio, realizamos o refinamento dos valores de coordenadas centrais dos aglomerados e a construção de perfis de densidade radiais a partir do mesmo procedimento feito no capítulo 2. A partir dos perfis construídos, determinamos o raio limite e os parâmetros estruturais dos aglomerados tomando ajustes do perfil analítico de King de três parâmetros descrito em [King 1962]. Para os aglomerados, foram determinadas a densidade central, raio do core e raio de maré. Exemplos de perfis de densidade radial construídos, assim como ajustes de perfis de king de aglomerados descobertos podem ser vistos nos painéis da Figura 63.

### 4.4.2 Separação de membros

Para a separação de membros dos aglomerados, aplicamos uma rotina (descrita completamente em [Angelo et al. 2019] e [Ferreira et al. 2020]) que avalia estatisticamente a sobredensidade de um aglomerado em comparação a um campo de controle adjacente dentro do espaço astrométrico 3D ( $\mu_\alpha^*$ ,  $\mu_\delta$ ,  $\varpi$ ).

Adotamos como região representada pelas estrelas do aglomerado como sendo aquela partindo do centro determinado e limitada pelo raio limite estabelecido pelo perfil radial. O campo de controle é adotado como sendo uma região anelar de raio interno igual ao valor de raio limite acrescido de 3 minutos de arco e raio externo limitado a um raio de tal maneira que o valor de área desta região anelar seja equivalente a 3 vezes a área do

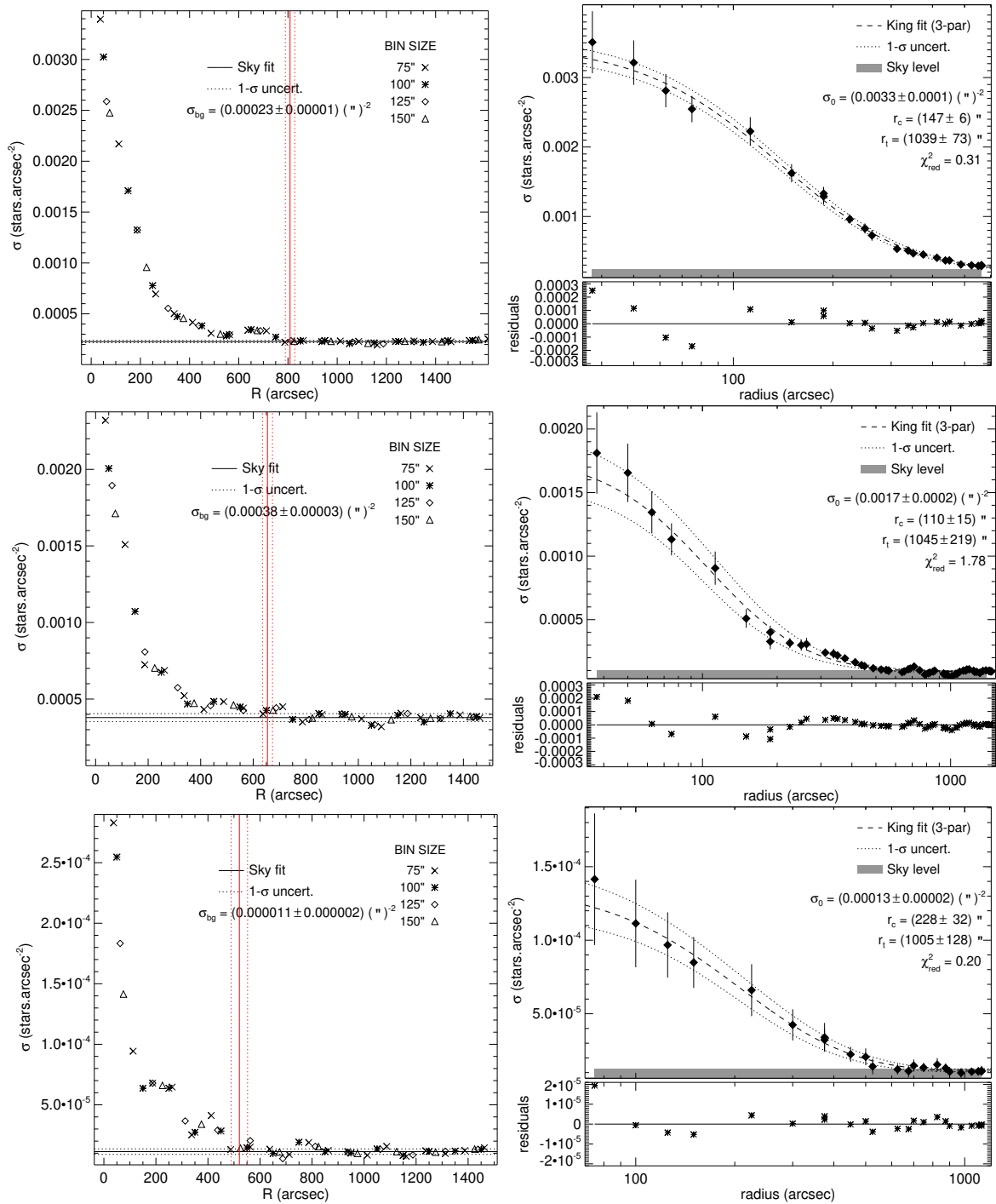


Figura 63 – Coluna esquerda: Perfis de densidade radial dos aglomerados UFMG04 (painel superior), UFMG34 (painel do meio) e UFMG59 (painel inferior) com seus respectivos raios limite delimitados (linha vermelha vertical) e valores médios de background (linha preta horizontal) indicados. Coluna direita: Perfis de king ajustados (linhas tracejadas) dos mesmos aglomerados com um envelope de 1- $\sigma$  de incerteza (linhas pontilhadas). As barras de erro correspondem a erros poissonianos. O nível do céu e suas flutuações são indicadas pela barra cinza. Os resíduos dos ajustes também estão presentes abaixo dos ajustes.

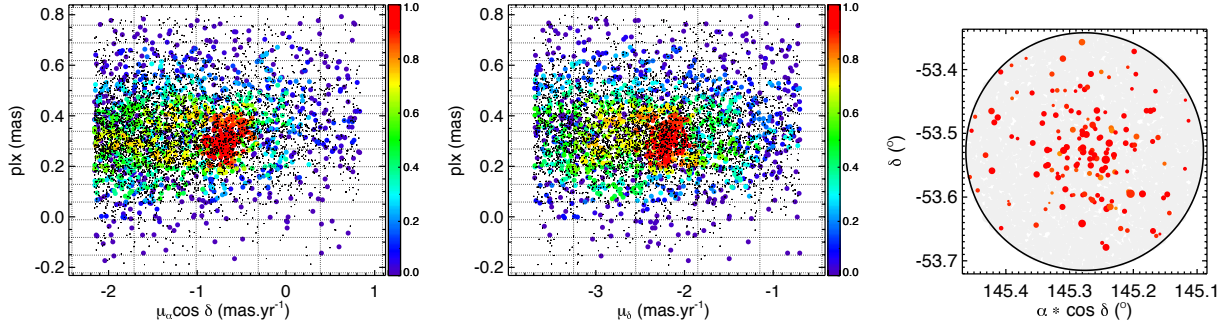


Figura 64 – Sequência de painéis mostrando resultados dos procedimentos de descontaminação para o aglomerado recém-descoberto UFMG6. É possível perceber concentrações específicas de estrelas em todo o espaço astrométrico. Esquerda: movimento próprio em ascensão reta em função da paralaxe. Meio: movimento próprio em declinação em função da paralaxe. Direita: a distribuição espacial dos membros mais prováveis.

aglomerado.

De forma geral, o espaço astrométrico 3D é dividido em células de largura 1.0 mas/year, 1.0 mas/year e 0.1 mas em  $\mu_\alpha^*$ ,  $\mu_\delta$  e  $\varpi$ , respectivamente. Os tamanhos das células são grandes o suficiente para acomodar um número significativo de estrelas, porém pequenas o suficiente para detectar flutuações na densidade estelar através do domínio de dados. Uma probabilidade de pertencimento ( $l_{\text{star}}$ ) é computada para as estrelas do aglomerado dentro de cada célula a partir de distribuições gaussianas multivariadas normalizadas, na qual (ver eq. 1 de [Angelo et al. 2019]) incorpora as incertezas e correlações dos parâmetros astrométricos. O mesmo procedimento é feito para o campo de controle. O grau de similaridade entre os dois grupos (aglomerado e campo de controle) dentro de uma dada célula 3D é estabelecido usando uma função do tipo entropia  $S$  (ver eq. 3 de [Angelo et al. 2019]). Estrelas com células nas quais  $S_{\text{cluster}} < S_{\text{field}}$  são consideradas como possíveis membros.

Para as estrelas do aglomerado dentro dessas células, adicionalmente é computado um fator exponencial ( $L_{\text{star}}$ ) que avalia a sobredensidade das estrelas do aglomerado no espaço 3D relativa a todo o grid de configurações (ver eq. 4 de [Angelo et al. 2019]). Este procedimento é adotado para assegurar que não apenas sobredensidades locais significativas e estatisticamente distinguíveis das distribuições de estrelas de campo recebam probabilidades de pertinência apreciáveis.

Finalmente, o tamanho das células são acrescidos e decrescidos de 1/3 de seus tamanhos originais em cada dimensão e o procedimento é repetido. Ao final, a pertinência para uma dada estrela corresponde a mediana de um conjunto de valores de  $L_{\text{star}}$  tomados através de um grid inteiro de configurações. Adotamos como membros estrelas com probabilidades iguais ou superiores a 70%. A Figura 64 mostra um exemplo do procedimento de descontaminação do espaço astrométrico para o aglomerado UFMG 6.

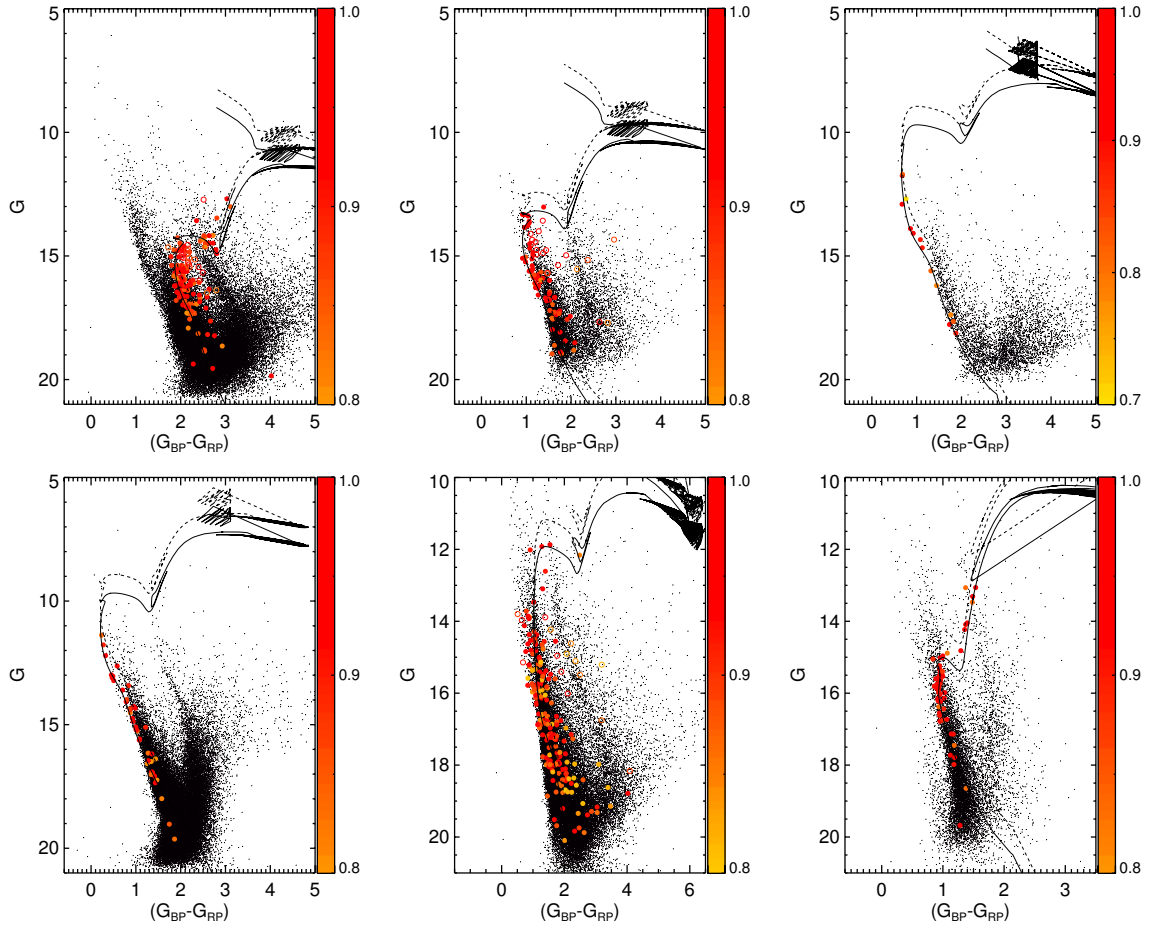


Figura 65 – Exemplos de isócronas de PARSEC-COLIBRI (linhas sólidas) sobre as amostras descontaminadas dos CMDs dos aglomerados UFMG5 (painel superior esquerdo), UFMG13 (painel superior do meio), UFMG24 (painel superior direito), UFMG36 (painel inferior esquerdo), UFMG55 (painel inferior do meio) and UFMG62 (painel inferior direito). Também foi plotada uma isócrona decrescida de 0.75 magnitudes na banda G como sendo a sequência de binárias (linha pontilhada).

#### 4.4.3 Determinação de parâmetros astrofísicos

Aos membros mais prováveis obtidos no procedimento anterior, adotamos modelos de PARSEC-COLIBRI [Marigo et al. 2017] para fazer ajustes de isócronas nos CMDs descontaminados a fim de determinar idades, distâncias e excessos de cor dos aglomerados. O mesmo é feito a partir da inspeção visual da correspondência do modelo adotado com as regiões evolucionárias específicas dos CMDs, por exemplo, sequência principal, turnoff, e clump de gigantes. Para converter  $E(G_{BP} - G_{RP})$  para  $E(B - V)$  adotamos a lei de avermelhamento descrita em [Cardelli, Clayton & Mathis 1989, O’Donnell 1994].

Exemplos de isócronas ajustadas aos CMDs dos membros mais prováveis de alguns dos aglomerados descobertos podem ser vistos nos painéis da Figura 65.

#### 4.4.4 Aglomerados encontrados

Neste trabalho, ao longo de nossas buscas, encontramos um total de 59 novos aglomerados, que foram prontamente numerados a partir de nosso catálogo de UFMG4 à UFMG62. Todos inicialmente haviam se mostrado como bons candidatos no ato de suas descobertas sem ter qualquer vínculo com objetos conhecidos. Porém, ao longo do processo de caracterização dos mesmos, outros autores também concentrados em buscar por novos objetos, reportaram novas descobertas e parte da amostra, por nós encontrada, foi reportada por estes ([Liu & Pang 2019], [Castro-Ginard et al. 2020] e [Sim et al. 2019]).

[Sim et al. 2019] encontraram 207 novos aglomerados dentro de um limite de distâncias de 1kpc do Sol a partir da busca através de inspeção visual de dados de movimento próprio do *Gaia* DR2. Os autores reportaram o único objeto por nós encontrado com distância um pouco menor que 1kpc, o aglomerado por nós inicialmente denominado como UFMG35, correspondendo ao aglomerado de número 623 da referência citada.

[Liu & Pang 2019] detectaram 2443 aglomerados usando um algoritmo que detecta sobredensidades no espaço astrométrico 5d ( $l, b, \varpi, \mu_{\alpha}^*, \mu_{\delta}$ ). 76 destes objetos foram considerados como de alta confiabilidade pelos autores, ou seja, novos aglomerados. Dentre eles, encontramos 7 correspondências com nossos aglomerados encontrados: UFMG5 (id:145), UFMG8 (id:866), UFMG10 (id:2094), UFMG12 (id:2210), UFMG18 (id:861), UFMG19 (id:2100) and UFMG31 (id:1624). Também notamos correspondências com outros 10 objetos de baixa confiança por eles reportados UFMG4(id:867) , UFMG6(id:860), UFMG13(id:140), UFMG14(id:436), UFMG20(id:438), UFMG27 (id:466), UFMG40(id:714), UFMG51(id:2156), UFMG52(id:1204) and UFMG62(id:676).

[Castro-Ginard et al. 2020] encontraram 582 novos aglomerados abertos também a partir de algoritmos não supervisionados que buscam por aglomerações no espaço de parâmetros 5d ( $l, b, \varpi, \mu_{\alpha}^*, \mu_{\delta}$ ). Os autores encontram 26 aglomerados de nossa lista, alguns deles reportados inicialmente por [Liu & Pang 2019]. Os autores reportam com exclusividade os seguintes objetos: UFMG7 (UBC537), UFMG9 (UBC336), UFMG15 (UBC332), UFMG17 (UBC303), UFMG21 (UBC319), UFMG23 (UBC319), UFMG25 (UBC136), UFMG26 (UBC121), UFMG28 (UBC550), UFMG32 (UBC535), UFMG33 (UBC572), UFMG36 (UBC533), UFMG49 (UBC295), UFMG50 (UBC293), UFMG56 (UBC522), UFMG57 (UBC552).

Detalhes do processo de comparação podem ser vistos em [Ferreira et al. 2020]. Todos os 59 aglomerados inicialmente detectados foram mantidos em nossa análise e, para os 34 aglomerados também encontrados pelos outros autores, determinamos de maneira inédita seus parâmetros estruturais. Quanto aos 25 aglomerados sem correspondências na literatura, foram reportados como novos aglomerados descobertos com parâmetros astrofísicos e estruturais determinados. Os resultados desse trabalho foram reportados em

forma de um artigo e publicados em [Ferreira et al. 2020] na revista Monthly Notices of the Royal Astronomical Society.

## 4.5 Descoberta de 34 novos aglomerados na direção do bojo

### 4.5.1 Região de busca e objetos identificados

A fim de encontrar novos objetos e testar nossa metodologia em regiões mais densas, assim como compará-la de forma objetiva com as metodologias que envolvem buscas automatizadas e não-supervisionadas, realizamos buscas por novos aglomerados na direção do bojo Galáctico.

Para isso, obtivemos catálogos do *Gaia* DR2 dentro dos limites em coordenadas Galácticas  $-5^\circ \leq b \leq 5^\circ$  e  $-10^\circ \leq \ell \leq 10^\circ$ , limitamos nossa magnitude na banda  $G < 18$  a fim de rejeitar estrelas com altos erros astrométricos e trabalhar com uma amostra menor de dados e ainda aplicamos os critérios de qualidade aos dados.

O processo de busca foi similar ao estabelecido na seção anterior, mencionaremos aqui apenas as pequenas diferenças:

- Seccionamos as regiões de total de 200 graus quadrados em 200 *tiles* de  $1 \times 1 \text{ deg}^2$ , a fim de realizar buscas por objetos nestas pequenas subregiões.
- Para cada *tile*, calculamos o valor médio de cor  $G_{BP} - G_{RP}$  e criamos duas subamostras limitadas por este valor em cor, em contraste com o que foi feito na seção anterior, onde este valor era estabelecido visualmente.

A região de busca de 200 graus quadrados seccionada em sub-regiões, assim como os aglomerados encontrados no trabalho podem ser vistos na Figura 66.

Investigamos em VPDs e cartas celestes cada uma das amostras limitadas por cor e buscamos sobredensidades das mesmas.

A fim de comparações futuras com outros autores que também buscaram por novos aglomerados, reportamos todos os objetos que foram reconhecidos no espaço astrométrico. No primeiro momento, ao todo, encontramos 131 assinaturas de aglomerados estelares nos espaços astrométricos, nas quais incluem aglomerados abertos e globulares conhecidos, aglomerados ainda não conhecidos, porções repetidas de um mesmo aglomerado em dois tiles diferentes e subestruturas de outros aglomerados que foram computadas como candidatos. Para todos os objetos encontrados na região, computamos valores médios de  $\alpha$ ,  $\delta$ ,  $\mu_\alpha^*$ ,  $\mu_\delta$  e  $\varpi$ . Para excluir objetos repetidos, cuidadosamente realizamos uma correspondência interna entre nossos objetos inicialmente catalogados, reduzindo o número de objetos a 118 (109 aglomerados abertos e 9 aglomerados globulares). Para a confirmação da natureza

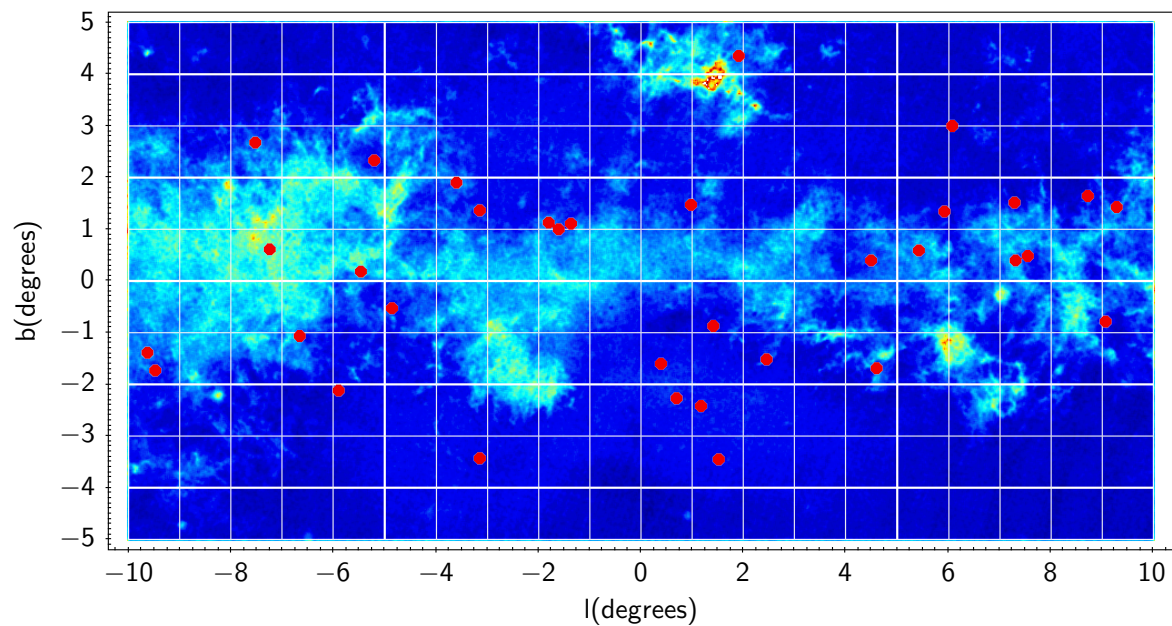


Figura 66 – Cobertura espacial dos campos vistoriados nesse trabalho. O tamanho dos quadrados em branco indicam os tamanhos das sub-regiões investigadas individualmente. As cores indicam a densidade estelar relativa na região a partir de catálogos do *Gaia* DR2. Os pontos vermelhos indicam as posições dos aglomerados descobertos no trabalho.

dos objetos e da existência dos mesmos na literatura, recorreremos a nossa base de dados construída na seção anterior. Os aglomerados que apresentavam coordenadas de objetos da literatura próximas, foram devidamente caracterizados e o processo de verificação em etapas foi feito como na seção anterior.

Ao final do processo, identificamos 84 objetos conhecidos (que incluem aglomerados abertos e globulares) e 34 novos candidatos que foram devidamente caracterizados. O processo de caracterização foi o mesmo aplicado em [Ferreira et al. 2020] e envolveu a construção de perfis de densidade radial, descontaminação astrométrica e ajustes de isócronas. Os resultados desse trabalho foram reportados em forma de uma letter e publicados em [Ferreira et al. 2021] na revista *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*.

## 5 Conteúdo estelar e propriedades do HR de aglomerados estelares

Neste capítulo exploraremos propriedades dos CMDs construídos no Capítulo 2. Exploraremos também propriedades dos conteúdos estelares apresentados pelos aglomerados individualmente e pelos grupos de idade construídos.

### 5.1 Inspeção dos ajustes de isócronas dos aglomerados e demarcação de estrelas

Inspecionamos regiões evolutivas específicas dos CMDs de cada aglomerado e verificamos o conteúdo estelar. Verificamos a presença de estrelas Blue Stragglers, estrelas gigantes e anãs brancas. Essa demarcação foi feita puramente para tornar mais simples os cálculos, por exemplo, na remoção de estrelas fora da sequência principal para a construção das isócronas empíricas e em demarcações que serão feitas neste capítulo.

#### 5.1.1 Anãs brancas

Realizamos a seleção de anãs brancas de acordo com o *locus* apresentado nos diagramas HR observacionais a partir dos dados do *Gaia* DR2 no plano  $M_G \times (G_{BP} - G_{RP})_0$ , presentes na Figura 5. A partir do CMD dos membros de nossa amostra de aglomerados, inspecionamos visualmente e selecionamos estrelas de  $M_G > 3.1 \times (G_{BP} - G_{RP})_0 + 8.3$  como candidatas a anãs brancas. Foram verificadas estrelas anãs brancas em apenas 4 aglomerados (NGC3532 (1), Melotte 111 (1), NGC 2632 (3) e IC 4756(1)), todas confirmadas recentemente a partir de dados do *Gaia* EDR3 em [Gentile Fusillo et al. 2021].

#### 5.1.2 Filtros de estrelas gigantes e blue stragglers

Inspecionamos os ajustes de isócronas realizados pelos autores da literatura adotada ao superpor ao CMD absoluto de cada aglomerado em  $M_G$  por  $(G_{BP} - G_{RP})_0$  a isócrona ajustada pelo autor, com sua respectiva idade e metalicidade. Os parâmetros astrofísicos utilizados na conversão das magnitudes aparentes em absolutas foram obtidos a partir de ajustes de isócronas de modelos de PARSEC-COLIBRI [Marigo et al. 2017] pelos seus respectivos autores (Tabela A.1 do Apêndice A). Assim, a fim de fazer a separação do conteúdo estelar observado e a demarcação de valores em determinadas regiões evolutivas dos CMDs, obtivemos isócronas dos mesmos modelos utilizados de maneira a cobrir todo o intervalo de idades e metalicidades apresentado por nossa amostra de aglomerados

( $7.0 < \log(t) < 9.8$  e  $-0.45 < [Fe/H] < 0.40$ ), com passos de 0.05 dex em  $\log[t]$  e 0.01 em  $[Fe/H]$ , onde foi feita a aproximação  $[M/H] \sim [Fe/H]$  para escolher os modelos de isócronas, como descrita em D2021.

Seleções de estrelas gigantes e blue stragglers já foram feitas na literatura, onde os autores delimitam as estrelas de acordo com limites estabelecidos por isócronas ajustadas aos CMDs ([Vaidya et al. 2020, Rain et al. 2021]). Em alguns casos, onde os limites estabelecidos pelas isócronas não se mostram razoáveis, os autores optam por seleções manuais ([Rain et al. 2021]). O modelo de isócronas de PARSEC associa uma variável chamada *label* ao estágio evolutivo da estrelas, por exemplo, 0 para estrelas de pré-sequência principal, 1 para sequência principal, 2 para estrelas subgigantes, 3 para gigantes e valores maiores para fases evolutivas além da queima de Hélio no núcleo.

Assim, demarcamos estrelas mais quentes e luminosas que o turnoff da sequência principal das isócronas ( $label=1$ ) como candidatas e estrelas blue stragglers. As estrelas mais luminosas que o ramo de subgigantes ( $label=2$ ) e mais frias e luminosas que a base do ramo de gigantes ( $label>3$ ) foram consideradas como candidatas a estrelas gigantes. Em casos onde os autores ajustaram isócronas onde as mesmas passavam por dentro das distribuições de estrelas, geralmente em objetos de CMDs mais espalhados, filtramos as estrelas candidatas a blue straggler de maneira manual, o que ocorreu para a seleção de estrelas blue straggler dos aglomerados NGC7789 e Collinder 110 ( $M_G < 2.2$  e  $(G_{BP} - G_{Rp})_0 < 0.3$ ), para o aglomerado Trumpler 5 ( $M_G < 2.3$  e  $(G_{BP} - G_{Rp})_0 < 0.4$ ) e Collinder 261 ( $M_G < 3.3$  e  $(G_{BP} - G_{Rp})_0 < 0.68$ ). O número de estrelas candidatas a gigantes e blue stragglers estão presentes na tabela A.2 do Apêndice A. Os painéis da Figura 67 mostram o procedimento mencionado ao se aplicar ambos os filtros sobre alguns CMDs.

### 5.1.3 Demarcação do *clump* de gigantes

O clump de gigantes foi tomado como a região onde existia uma concentração de estrelas frias e luminosas em que, na inspeção feita na seção anterior, eram ajustadas pelas regiões dos modelos de isócronas de *label* 4,5 e 6. Alguns aglomerados possuem concentrações menores de estrelas, por exemplo, NGC2527 e NGC2539 possuem 4 e 7 estrelas, respectivamente, porém os mesmos já tiveram as magnitudes médias de clump calculadas em [Grocholski & Sarajedini 2002], dessa forma também encaramos as concentrações como estrelas do clump para estes objetos. De nossa amostra, alguns objetos relativamente jovens apresentaram concentrações consideráveis de estrelas na região do clump e que também foram interpretados como um clump de gigantes, são eles: IC2714, NGC2099, NGC 4943, NGC 6705. Os aglomerados NGC 2112 e NGC 7142, apesar de velhos, por possuírem CMDs de natureza mais espalhada devido ao avermelhamento diferencial, não apresentaram uma alta concentração de estrelas na região do *clump*, dessa forma não foram considerados no procedimento.

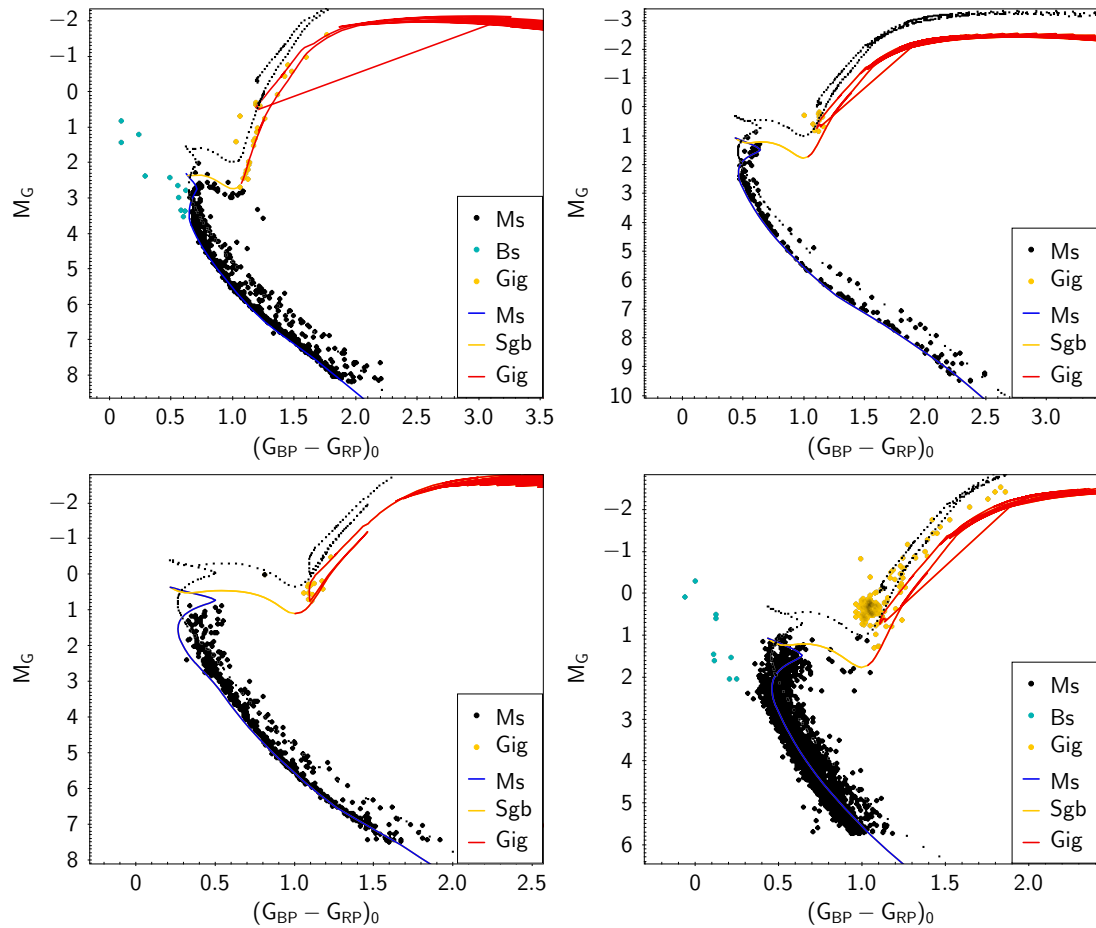


Figura 67 – Exemplos do procedimento de separação do conteúdo estelar dos aglomerados NGC2682, NGC752, NGC2360 e NGC7789, ordenados da esquerda para a direita e de cima para baixo. Estrelas mais quentes e luminosas que o turnoff são consideradas como blue stragglers (estrelas em ciano). Estrelas mais luminosas que o ramo de subgigantes e mais frias ou mais luminosas que o ramo de gigantes da isócrona, são candidatas a estrelas gigantes (estrelas destacadas laranja). Em preto estão destacadas as estrelas as estrelas remanescentes, ou seja, estrelas de sequência principal e subgigantes. A linha pontilhada representa a isócrona decrescida de  $-0.75$  mag. No painel inferior direito (NGC 7789) a partir de uma demarcação manual, são demarcadas como candidatas a blue straggler estrelas limitadas por  $M_G < 2.2$  e  $(G_{BP} - G_{RP})_0 < 0.3$

Calculamos valores médios das cores ( $(G_{BP} - G_{RP})_0$ ,  $(J - K_S)_0$  e  $(B - V)_0$ ) e magnitudes ( $M_G$ ,  $M_{K_S}$  e  $M_V$ ) dos clumps de gigantes. Para os cálculos dos valores médios e desvios padrão das cores e magnitudes dos clumps de gigantes, criamos um filtro em forma de caixa que foi visualmente colocado na região de concentração das estrelas do clump de gigantes de cada CMD, assim como é feito por outros autores ([Grocholski & Sarajedini 2002], [Beletsky, Carraro & Ivanov 2009]). As dispersões apresentadas pelas estrelas em cor e magnitude, dependem dos seus respectivos surveys, então os filtros utilizados foram construídos da seguinte maneira: para estrelas do *Gaia* e APASS, os filtros tiveram lados em magnitude  $M_G$  e  $M_V$  de 1 mag e cor  $(G_{BP} - G_{RP})_0$  e  $(B - V)_0$  de 0.4 mag, para as estrelas do 2MASS tiveram lados em magnitude  $M_{K_S}$  de 1 mag e cor  $(J - K)_0$  de 0.2 mag. Os valores de cor e magnitude demarcados visualmente onde os filtros foram centralizados se encontram na Tabela A.2 do Apêndice A. Como incerteza de cor e magnitude do clump, adotamos o erro padrão, sendo desvio padrão da quantidade dividida pela raiz quadrada do número de estrelas dentro do filtro utilizado. Os valores médios e suas incertezas podem ser vistos na Tabela A.2 do Apêndice A. Alguns exemplos do procedimento aplicado aos aglomerados podem ser vistos nos painéis da Figura 68.

#### 5.1.4 Demarcação de cor e magnitude de turnoff

Assim como mencionado em [Phelps, Janes & Montgomery 1994], interpretamos a posição de turnoff como o ponto mais azul da sequência principal. Assim, valores de cor  $(G_{BP} - G_{RP})_0$ ,  $(J - K_S)_0$  e  $(B - V)_0$  e magnitude ( $M_G$ ,  $M_{K_S}$  e  $M_V$ ) deste ponto foram mensurados nos CMDs. Porém, a demarcação desse ponto pode ser influenciada pela existência de estrelas de campo remanescentes do processo de descontaminação dos CMDs e/ou estrelas blue stragglers que podem não ter sido selecionadas na etapa anterior. Dessa forma, para filtrar estrelas isoladas que possam influenciar o procedimento de demarcação calculamos a densidade estelar no entorno de cada estrela a fim de remover porções pouco amostradas dos CMDs. Para isso, calculamos o número de vizinhos próximos no entorno de cada estrela de cada CMD dentro de pequenas caixas de 0.05 mag de lado. A Figura 69 mostra um exemplo de CMD do *Gaia* onde a densidade estelar foi mensurada no entorno de cada estrela e o efeito causado pela remoção de estrelas de poucos vizinhos próximos.

Dessa forma, inicialmente removemos estrelas candidatas a anãs brancas e blue stragglers selecionadas na etapa anterior e inspecionamos cada CMD e, para aqueles que apresentavam estrelas isoladas visivelmente mais azuis que o turnoff, removemos estrelas que possuem poucos vizinhos próximos. Assim, a partir da amostra remanescente, de cada CMD nos planos  $(G_{BP} - G_{RP})_0$ ,  $M_G$ ;  $(J - K_S)_0$ ,  $M_{K_S}$  e  $(B - V)_0$ ,  $M_V$ , mensuramos os valores de cor e magnitude da estrela mais azul presente nas sequências. Para estabelecer incertezas, calculamos o valor de desvio padrão de cor e magnitude das 5 estrelas mais azuis da sequência principal. Os valores de cor e magnitudes de turnoff e suas incertezas

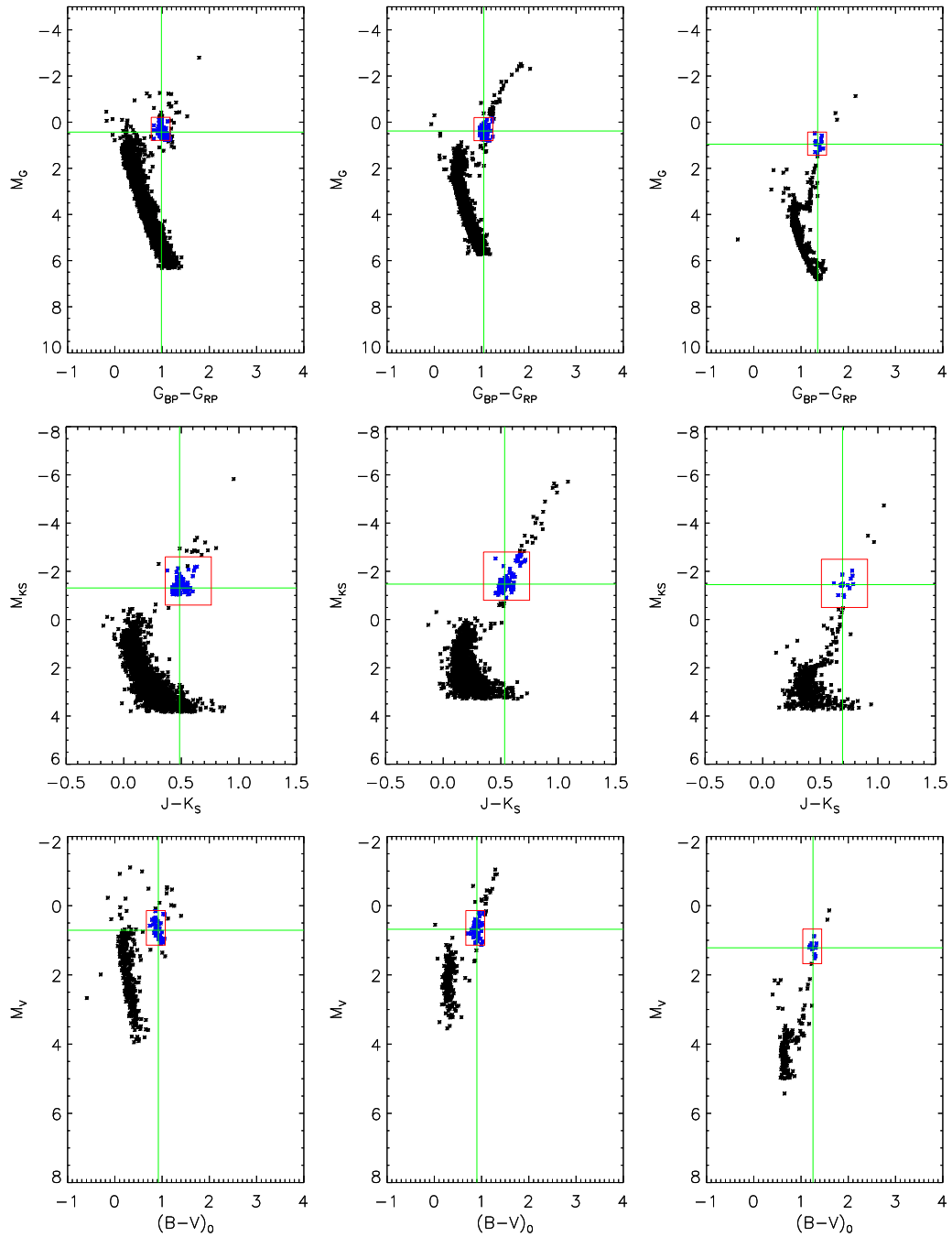


Figura 68 – Demarcação de cor e magnitude do clump de gigantes para os aglomerados NGC2477 (primeira coluna de painéis), NGC7789 (segunda coluna de painéis) e NGC188 (terceira coluna de painéis). Painéis superiores: CMDs do *Gaia*. Meio: CMDs do 2MASS. Painéis inferiores: CMDs do APASS. Os retângulos em vermelho representam as regiões utilizadas nos cálculos dos valores médios, em que limitam as amostras de estrelas em azul. As linhas verdes verticais e horizontais representam os valores de médios de cor e magnitude, respectivamente.

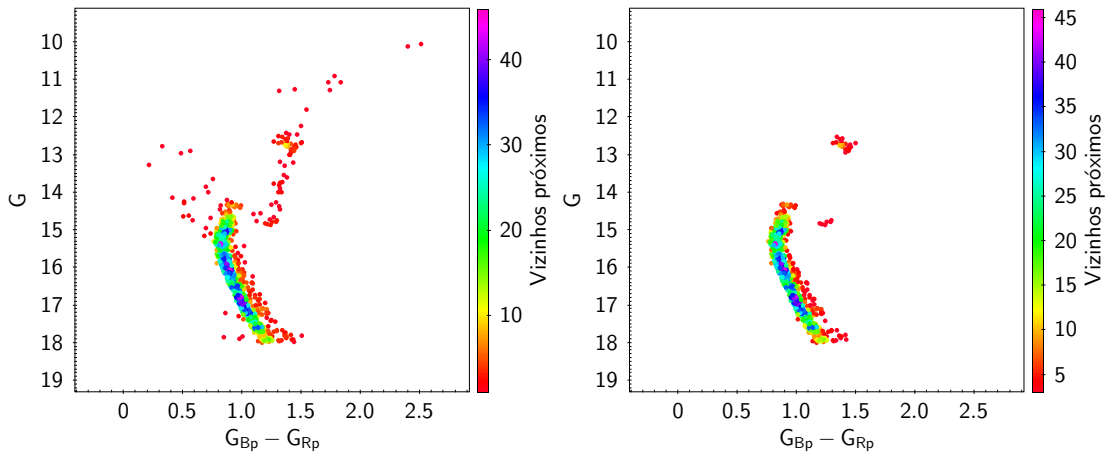


Figura 69 – A figura mostra um CMD do aglomerado NGC6819 que teve a densidade estelar no entorno de cada estrela calculada. A barra lateral mostra o número de vizinhos próximos de cada estrela. O painel da esquerda mostra o CMD completo e os da direita mostra o mesmo CMD construído a partir de um corte em valor de densidade.

podem ser vistos na Tabela A.2 do Apêndice A. A Figura 70 mostra posições de turnoff demarcadas para alguns aglomerados de nossa amostra.

Realizamos cálculos dos valores máximos de  $M_G$  (baixa sequência principal) para cada aglomerado e, a partir dos mesmos, estimamos a partir do modelo de isócrona os valores de massa correspondentes. Também avaliamos o número de membros de cada aglomerado de magnitude absoluta  $M_G < 5$ . Essa quantidade nos fornece um panorama capaz de comparar o número de membros de diferentes aglomerados a partir de um mesmo limite observacional. As quantidades aqui calculadas estão presentes na Tabela A.2 do Apêndice A.

## 5.2 Cálculos de magnitude de clump e turnoff para modelos de PARSEC

Também realizamos os mesmos cálculos dessas regiões evolutivas para modelos de PARSEC a fim de fazer comparações com modelos a partir dos indicadores morfológicos. Para isso, selecionamos o conjunto de isócronas descrito na Seção 5.1.2, com a adição de bandas do 2MASS e realizamos as demarcações das regiões evolutivas. Inicialmente separamos as estrelas que estivessem nas regiões evolutivas de interesse, assim selecionamos estrelas onde a variável *label* fosse igual a 1 (sequência principal) e 4, 5 e 6 (estrelas na fase de queima de He no núcleo), como pode ser visto na Figura 71.

Aqui utilizaremos um modelo de isócronas de idade de  $\log[t] = 9.3$  e metalicidade solar para exemplificar o que foi feito na demarcação das regiões evolutivas nos modelos

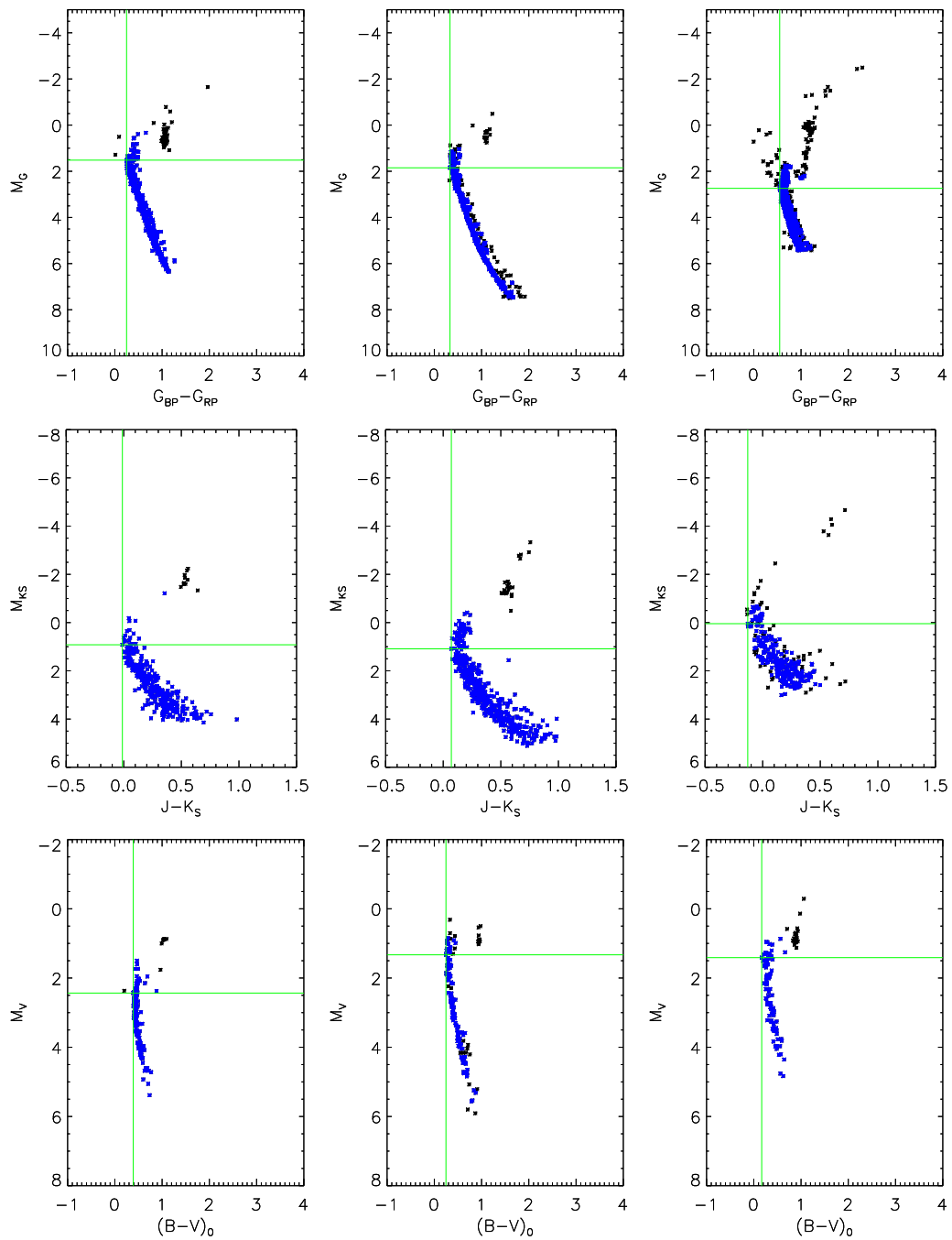


Figura 70 – Demarcação de cor e magnitude de turnoff. Painéis superiores (da esquerda para a direita): CMDs do *Gaia*, aglomerados NGC 1817, NGC 2360 e NGC 6819. Meio (da esquerda para a direita): CMDs do 2MASS, aglomerados NGC 2539, NGC 5822 e NGC 6192. Painéis inferiores (da esquerda para a direita): CMDs do APASS, aglomerados IC 4651, NGC 2423 e NGC 6134. A amostras de estrelas em azul representa a fração das estrelas utilizadas para a demarcação de turnoff. A amostra de estrelas em preto representa a fração de estrelas não utilizadas nos cálculos: estrelas candidatas a gigantes e blue stragglers selecionadas na etapa anterior e estrelas com poucos vizinhos próximos. As linhas verdes verticais e horizontais representam os valores de cor e magnitude do turnoff, respectivamente.

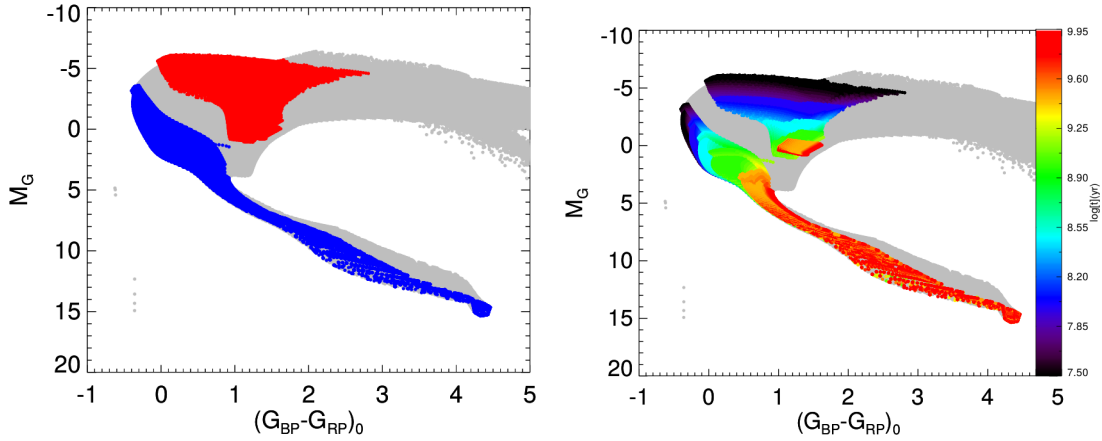


Figura 71 – Esquerda: Regiões evolutivas demarcadas em modelos de isócronas de PARSEC, em cinza todas as regiões evolutivas, em azul estrelas de sequência principal ( $label=1$ ) e em vermelho estrelas na fase de queima de He no núcleo ( $label=4,5$  e  $6$ ). Direita: o mesmo do anterior, porém as estrelas marcadas com  $label=1, 4, 5$  e  $6$  possuem a idade representada na barra de cor.

(Figura 72). Para a demarcação da posição de turnoff, tomamos o ponto mais azul das sequências principais (estrelas de  $label=1$ ), porém ignoramos o bico mais azul que representa estrelas no final da sequência principal, a fim de manter consistência com o que foi feito para os aglomerados no Capítulo 5, como pode ser visto no painel esquerdo da Figura 72.

A fim de demarcar a posição do clump de gigantes, procuramos nos modelos a região onde essa estrutura geralmente é ajustada num típico ajuste de isócronas. Em CMDs de aglomerados estelares, as estrelas aparecem espalhadas nessa região, pois efeitos como rotação, estrelas binárias não resolvidas, avermelhamento diferencial e erros fotométricos podem influenciar no posicionamento das estrelas nesta região. Nos modelos de evolução estelar um clump de gigantes não é presente, mas sim um loop onde se localizam as estrelas em fase de queima de He no núcleo. O ponto mais extremo em cor e magnitude desse loop, é um ponto de temperatura efetiva máxima de acordo com os modelos. Dessa forma, demarcamos como o ponto que representa a posição do clump de gigantes, como o ponto de máxima temperatura efetiva (para estrelas de  $label=4,5$  e  $6$ ), como pode ser visto nos painéis central e direito da Figura 72.

A demarcação das posição de turnoff e clumps aproximadas para os modelos utilizados pode ser visto na Figura 73. Nossa demarcação ficou similar à aquela presente em [Ruiz-Dern et al. 2018] (Figura 8).

### 5.2.1 Magnitudes integradas

Outra propriedade importante de aglomerados estelares está relacionada às magnitudes e cores integradas destes objetos. Ambas quantidades dependem das contribuições individuais dos fluxos de todas as estrelas do aglomerado. As magnitudes individuais de

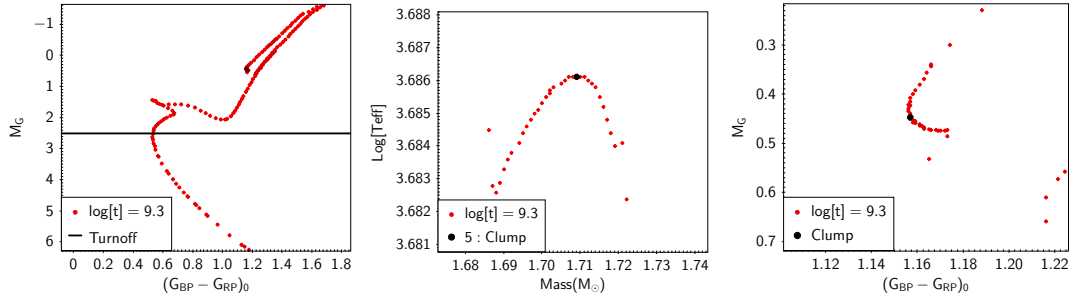


Figura 72 – Exemplo de demarcação de turnoff e clump de gigantes de acordo com modelos de PARSEC. Esquerdo: posição de turnoff calculado representado na isócrona. Meio: diagrama que relaciona a massa em função da temperatura efetiva, onde o ponto preto demarca a posição máxima temperatura efetiva para estrelas de  $label=4, 5$  e  $6$ . Direita: Posição do clump de gigantes representada no diagrama cor magnitude.

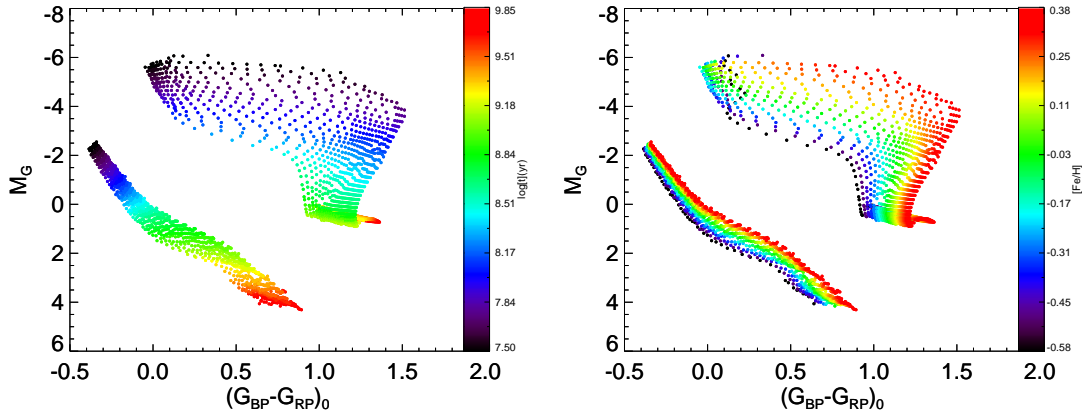


Figura 73 – Cores e magnitudes do turnoff e do clump de gigantes de acordo com modelos de PARSEC para  $7.0 < \log(t) < 9.8$  e  $-0.45 < [Fe/H] < 0.40$ . No painel esquerdo, a barra lateral de cores representa a idade, enquanto que no painel direito a mesma representa metalicidade.

cada banda fotométrica podem ser obtidas a partir da soma individual dos fluxos de cada estrelas ( [Bonatto & Bica 2010], [Bonatto & Bica 2010], [Pandey et al. 2010], [Kharchenko et al. 2016], [Garro et al. 2021] , [Garro et al. 2022] ) ou a partir do cálculo do fluxo total do objeto em uma imagem, sem resolução individual das estrelas ( [Santos, Dottori & Grosbøl 2013], [Wang et al. 2014]). A massa de aglomerados estelares está diretamente correlacionada com a idade e sua magnitude integrada ( [Sagar, Joshi & Sinvhal 1983], [Pandey et al. 2010], [Maia, Piatti & Santos 2014], enquanto que as cores integradas estão intimamente ligadas à idade ( [Gray 1965], [Sagar, Joshi & Sinvhal 1983], [Pandey et al. 2010]. Dessa forma, as magnitudes e cores integradas são ferramentas fundamentais para o estudo de aglomerados estelares em outras galáxias, onde não é possível resolver individualmente as populações estelares dos aglomerados.

Como pontuado em [Sagar, Joshi & Sinvhal 1983], a precisão do cálculo das

magnitudes e cores integradas dependem principalmente de:

- precisão fotométrica ao estabelecer índices de cor e magnitudes para as estrelas individualmente;
- erros de extinção (para a magnitude) e excesso de cor (para os índices de cor);
- erro da distância, que influencia diretamente nos valores integrados de magnitude, devido à correção de módulo de distância
- a possibilidade da inclusão de estrelas não-membros na amostra de membros do aglomerado ou a exclusão de membros legítimos. Quando ambos ocorrem com estrelas fracas, introduz variações desprezíveis nas cores e magnitudes integradas, porém quando estão associados a estrelas muito luminosas, pode causar variações substanciais nas mesmas. É uma fonte de incertezas que, na prática, não pode ser facilmente estimada;
- o ponto onde a integração das magnitudes foi interrompida.

Com o objetivo de avaliar as magnitudes e cores integradas apresentadas pelo aglomerados estudados, assim como aquelas apresentadas pelos grupos de idade construídos no Capítulo 3, realizamos o cálculo das mesmas para as bandas do *Gaia* DR2 e 2MASS. Para obter as magnitudes integradas dos aglomerados realizamos o seguinte cálculo:

Suponha um aglomerado de  $N$  estrelas de tal maneira que cada estrela possua magnitude  $m_i$  e fluxo  $F_i$ . Podemos relacionar essas duas quantidades com as de uma estrela arbitrária de magnitude e fluxo  $m_*$  e  $F_*$ , respectivamente. Assim temos:

$$m_i - m_* = 2.5 \log\left(\frac{F_*}{F_i}\right) \quad (5.1)$$

Podemos expressar seu fluxo como:

$$F_i = F_* 10^{-0.4(m_i - m_*)} \quad (5.2)$$

E o fluxo integrado do aglomerado como:

$$F_I = \sum_{i=1}^N F_i = F_* \sum_{i=1}^N 10^{-0.4(m_i - m_*)} \quad (5.3)$$

Porém queremos associar uma magnitude integrada  $m(I)$  a um fluxo integrado  $F_I$ , desta maneira reescrevemos a equação 2.1 como:

$$m_I - m_* = 2.5 \log\left(\frac{F_*}{F_I}\right) \quad (5.4)$$

Substituindo a expressão de  $F_I$  em (2.3) e uma rápida manipulação é possível obter a expressão da magnitude integrada em função das magnitudes individuais:

$$m_I = -2.5 \log \sum_{i=1}^N 10^{-0.4m_i} \quad (5.5)$$

A contribuição principal dos valores de magnitude integrada advém dos membros mais luminosos, já que representam a maior parte da luminosidade do aglomerado. Neste caso possuem razão massa/luminosidade muito menor do que os membros de baixa massa. Ao se integrar a luminosidade das estrelas, partindo das menores magnitudes (membros mais luminosos), espera-se que o valor de magnitude, a partir de um certo ponto, deixe de aumentar significativamente, pois a adição da luminosidade de membros de baixa massa torna-se desprezível com relação aos membros de alta massa. Calculamos valores de magnitudes aparentes e absolutas para as bandas  $G$ ,  $G_{BP}$ ,  $G_{RP}$ ,  $J$ ,  $H$  e  $K_S$ . As Tabelas A.3 e A.3 (Apêndice A) apresentam os valores de magnitudes integradas aparentes e absolutas calculados para cada banda fotométrica. Não incluímos as bandas do APASS e PANSTARRs nessa análise devido ao limite de saturação dos surveys. As incertezas calculadas foram baseadas na influência dos erros fotométricos no fluxo total. No capítulo 6, ao compor magnitudes absolutas e índices de cor intrínsecos, foram adicionadas em quadratura as incertezas em módulo de distância e extinção no valor final das incertezas das magnitudes integradas e para as cores foram adicionados as incertezas em excesso de cor das bandas envolvidas.

## 6 Resultados e discussão

Neste capítulo realizaremos discussões sobre os principais resultados obtidos nos capítulos anteriores.

### 6.1 Pertinência dos membros

Os painéis da Figura 74 mostram a comparação dos movimentos próprios médios em ascensão reta (painel superior esquerdo) e declinação (painel superior direito), assim como a comparação das paralaxes médias (painel inferior esquerdo) e número de membros (painel inferior direito) obtidos neste trabalho com aqueles obtidos em [Cantat-Gaudin et al. 2018]. É possível ver que todos os parâmetros astrométricos dos aglomerados se encontram correlacionados com a reta  $y=x$ , mostrando que ambas caracterizações levaram a separação de uma amostra de membros parecida.

Com relação ao número de membros, percebemos que os valores de acordo com [Cantat-Gaudin et al. 2018] tendem a ser maiores para a maioria dos casos. Isso pode ser atribuído ao fato de que a descontaminação dos autores ter levado em conta como raio inicial um valor duas vezes maior do que o diâmetro aparente presente em D2002. A única grandeza espacial dos aglomerados disponibilizada pelos autores é relativa a  $r_{50}$ , ou seja, raio contendo 50% dos membros do aglomerado. Fizemos o cálculo dessa grandeza para nossos aglomerados e tomamos uma comparação na Figura 75 e percebemos que o raio  $r_{50}$  dos autores tende a ser maior que o nosso, o que pode ser atribuído como a origem da maior quantidade de membros.

### 6.2 Discussão particular sobre os aglomerados estudados

#### 6.2.1 NGC2354

NGC2354 é um aglomerado aberto localizado na constelação de Cão Maior que, de acordo com nossa análise a partir dos dados do *Gaia*, possui um diâmetro aparente de  $25'$  e um total de 219 membros. Como visto no Capítulo 2, nossa análise mostrou-se eficiente ao obter membros fidedignos deste aglomerado, já que seu CMD apresenta claramente uma sequência evolutiva sem muitos *outliers*. Seu perfil de densidade radial mostrou uma clara densidade elevada próximo ao centro e uma nítida fusão do halo do aglomerado com o background (Figuras 127, 107 e 102 do Apêndice B) e os valores de dispersão dos membros no espaço astrométrico mostraram-se compatíveis com os dos outros aglomerados (Tabela 1).

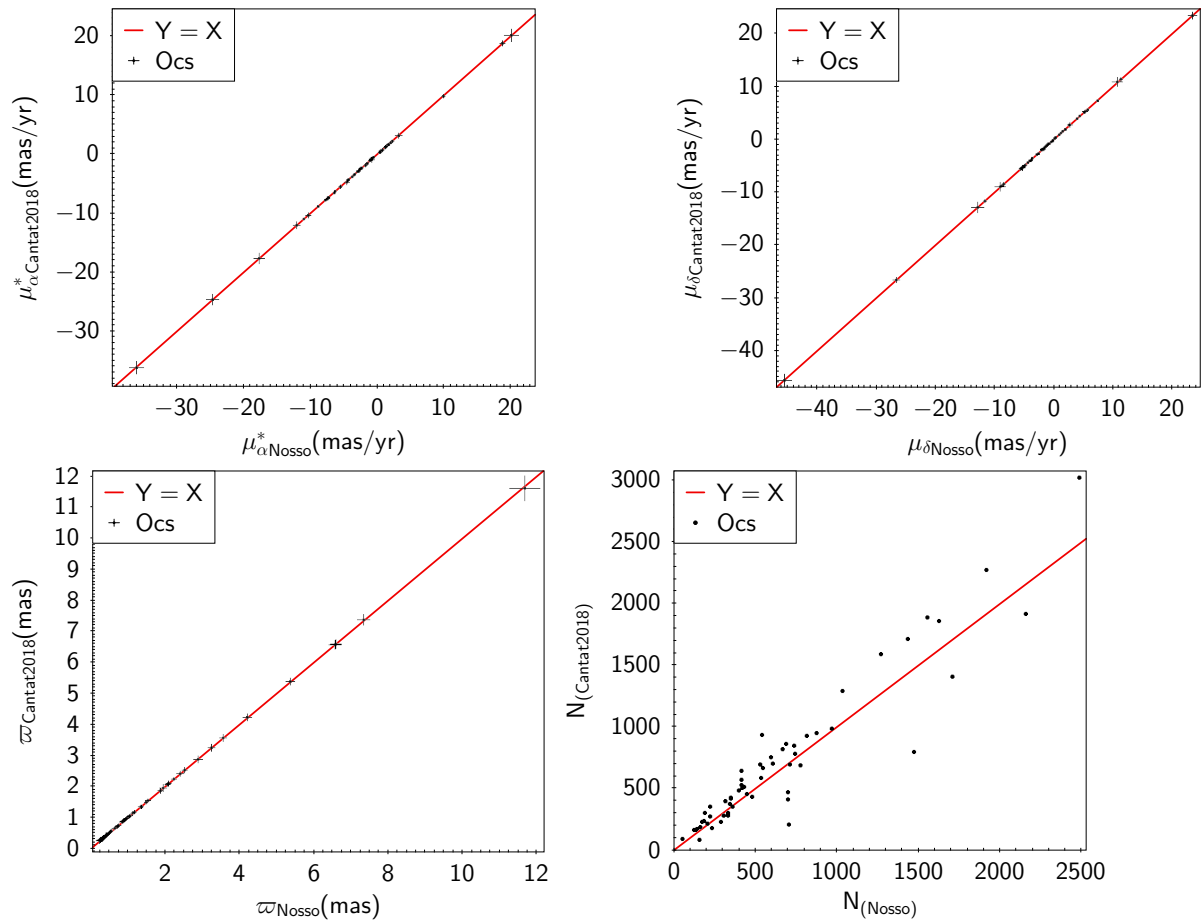


Figura 74 – Comparação dos parâmetros astrométricos médios e número de membros obtidos neste trabalho com aqueles presentes em [Cantat-Gaudin et al. 2018]. Painel superior esquerdo: movimento próprio em ascensão reta. Painel superior direito: movimento próprio em declinação, Painel inferior esquerdo: paralaxe. Painel inferior direito: número de membros. A linha vermelha representa a reta  $y=x$ .

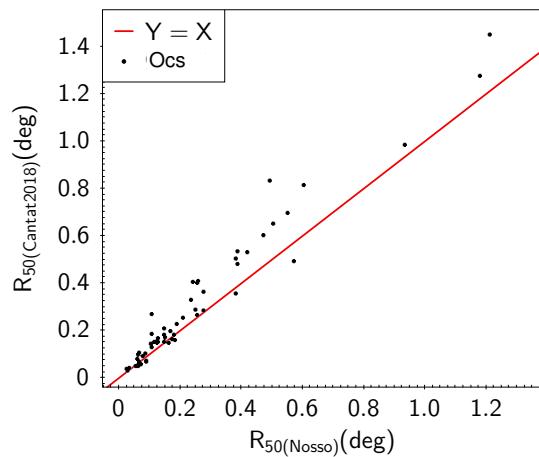


Figura 75 – Nossos valores de raio  $R_{50}$  (raio contendo metade dos membros do aglomerado) para os aglomerados em função dos valores da literatura.

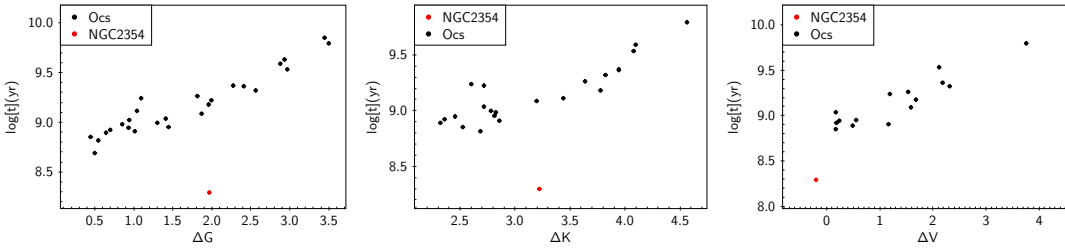


Figura 76 – Relações  $\Delta G$ ,  $\Delta K$  e  $\Delta V$ . Destacamos o aglomerado NGC 2354 em vermelho, que apresenta um índice morfológico  $\Delta mag$  bem diferente dos demais.

Porém, notamos que o valor de idade utilizado neste trabalho (estabelecido em [Netopil et al. 2016]) mostrou-se subestimado com relação aos valores recentes de idade estabelecidos na literatura a partir de determinações com os dados do *Gaia* (como foi visto na Figura 12 do Capítulo 2). Também notamos discrepâncias nas propriedades apresentadas por este aglomerado quando comparado com outros. O mapa de correlação (Fig. 35) apresentado no Capítulo 3 mostra que o aglomerado NGC 2354 (objeto de índice 11) apresenta correlação mais elevada com objetos de  $\log t \sim 9.1$  (índices compreendidos entre 40 e 45) do que com objetos de  $\log t \sim 8$  (índices abaixo de 11). Outro fator é que o objeto apresentou índices morfológicos  $\Delta G$ ,  $\Delta K$  e  $\Delta V$  muito discrepantes com relação aos objetos de mesma idade, como pode ser visto nos painéis da Figura 76.

Realizamos uma revisão dos parâmetros astrofísicos deste objeto na literatura (Tabela 4) e percebemos que nos trabalhos onde os autores não utilizaram dados de movimento próprio precisos foram atribuídos valores baixos de idade para este objeto. Notamos que antes da disponibilidade dos dados do *Gaia* DR2, as determinações de idade, distância e excesso de cor, em média, foram de:  $\overline{\log[t]} = 8.35$  e  $\sigma_{\log[t]} = 0.27$ ,  $\bar{d} = 3027$  pc e  $\sigma_d = 915$  pc e  $\overline{E(B-V)} = 0.31$  e  $\sigma_{E(B-V)} = 0.17$ . Fica evidente que o valor de idade é compatível com a média estabelecida em [Netopil et al. 2016] de  $\overline{\log[t]} = 8.30 \pm 0.23$ .

Após a disponibilidade dos dados do *Gaia* DR2, as mesmas determinações levaram aos seguintes valores médios:  $\overline{\log[t]} = 9.14$  e  $\sigma_{\log[t]} = 0.06$ ,  $\bar{d} = 1259$  pc e  $\sigma_d = 84$  pc e  $\overline{E(B-V)} = 0.16$  e  $\sigma_{E(B-V)} = 0.06$ . Fica evidente uma menor flutuação dos valores e uma forte correspondência das distâncias com o valor de distância de  $d = 1279_{-145}^{+188}$  pc obtido através da paralaxe média do aglomerado em [Cantat-Gaudin et al. 2018].

Um panorama das determinações desses parâmetros é mostrado na Figura 77. Com excessão de K2013, os demais autores que caracterizaram esse aglomerado antes da era *Gaia* utilizaram de fotometria UBV.

Em [Dürbeck 1960] os autores apresentam um CMD de 288 estrelas no plano  $V \times (B-V)$  dentro de um raio de 10 minutos de arco na região de NGC 2354. Fica evidente a existência da sequência principal do aglomerado, porém existe um grau considerável de contaminação de estrelas mais azuis que o turnoff e o ramo de gigantes do aglomerado se

$d(\text{pc})$	$\log[t](\text{yr})$	$E(B - V)$	<i>ref</i>
1850	8.84	0.14	Du1960
1837	8.26	0.14	Ba1994
4085	8.13	0.31	webda
3794	8.10	0.29	k2005
2865.0	8.61	0.666	K2013
$3732 \pm 1100$	$8.174 \pm 0.242$	$0.286 \pm 0.057$	L2017
$1279^{+188}_{-145}$	-	-	CG2018
1132	$9.07 \pm 0.02$	0.26	LP2019
1370.0	9.15	0.11	CG2020
$1258 \pm 42$	$9.21 \pm 0.03$	$0.17 \pm 0.02$	D2021

Tabela 4 – Parâmetros astrofísicos do aglomerado NGC2354 da literatura: [Liu & Pang 2019] (LP2019), [Cantat-Gaudin et al. 2018] (CG2018), [Loktin & Popova 2017] (L2017), [Kharchenko et al. 2005] (k2005), [Dürbeck 1960] (Du1960), [Battinelli, Brandimarti & Capuzzo-Dolcetta 1994] (Ba1994).

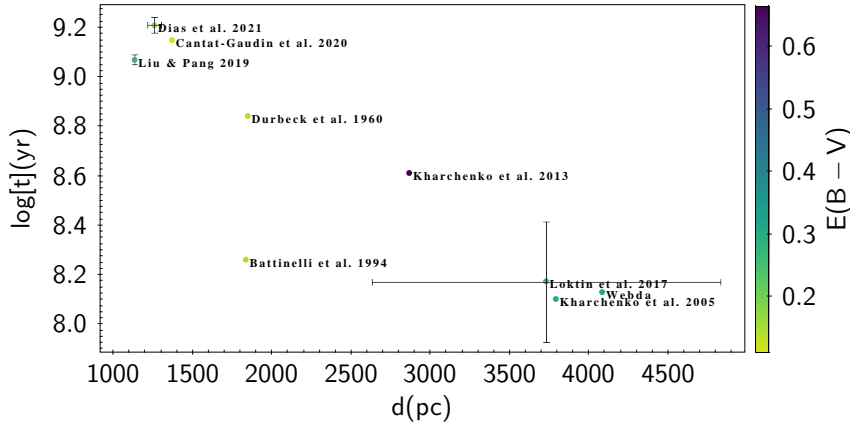


Figura 77 – Valores de distância, idade e excesso de cor da literatura de NGC2354. O gráfico representa a idade em função da distância. A barra lateral representa os valores de excesso de cor determinados pelos autores.

encontra misturado às estrelas de campo, o que dificulta a identificação do turnoff e de estrelas mais evoluídas. Dessa forma, acreditamos que os autores tiveram uma tendência de interpretar estrelas mais quentes e luminosas que o turnoff desse objeto como membros legítimos, o que faz com que seja atribuído ao aglomerado um turnoff mais elevado. Como consequência, isso leva ao ajuste de uma isócrona mais jovem, com um módulo de distância maior.

Outra fonte de incertezas também pode estar associada ao limite fotométrico utilizada por alguns autores, por exemplo, [Kharchenko et al. 2005] utilizam dados do catálogo ASCC 2.5 ([Kharchenko 2001]) que possui magnitude limite  $V \sim 14$ . Obtivemos dados do catálogo na região com um total de 87 estrelas dentro de 20 minutos de arco e todas limitadas a magnitude  $V < 13$ . Inspeccionando os ajustes de isócronas feitos em [Kharchenko et al. 2005], fica claro que os autores utilizaram de aproximadamente

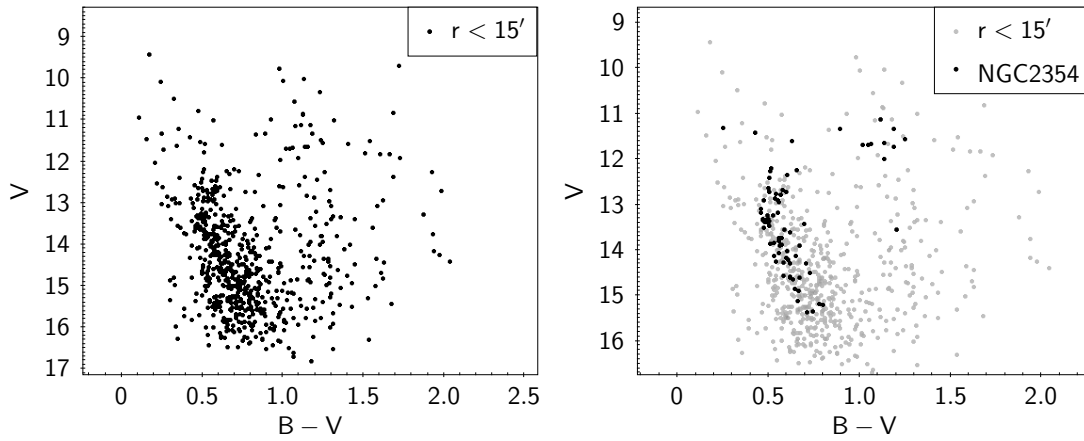


Figura 78 – CMDs nos filtros B e V do APASS da região do aglomerado NGC2354 para um raio de extração de 15 minutos de arco. Painel esquerdo: todas as estrelas da região. Painel direito: todas as estrelas da região (amostra em cinza) e a lista de membros obtida neste trabalho (amostra em preto).

uma dezena de estrelas para ajustar as isócronas.

A Figura 78 mostra CMDs construídos a partir das bandas do APASS na região do aglomerado NGC2354 dentro de 15 minutos de arco de raio e ao final nossa lista de membros superposta ao CMD. O painel esquerdo apresenta um panorama similar ao CMD construído em [Dürbeck 1960]. O painel direito mostra nossa lista de membros superposta às estrelas da região. Fica evidente que a utilização da astrometria do *Gaia* foi importante para uma identificação precisa dos membros deste objeto, a mesma tornou possível uma identificação precisa das regiões evolutivas dos CMDs e os autores que obtiveram parâmetros astrofísicos deste objeto a partir de ajustes de isócronas, tiveram as mesmas interpretações de suas regiões evolutivas (LP2019, CG2020, D2021).

### 6.2.2 Saturação

Com relação às estrelas mais brilhantes, o catálogo do *Gaia* DR2 possui o limite inferior de magnitude em aproximadamente  $G \sim 3$ , sendo que estrelas com  $G \lesssim 6$  tendem a apresentar qualidade astrométrica inferior devido a problemas de calibração ([Lindgren et al. 2018]). Dessa forma, nossa lista de membros, principalmente para os alvos mais próximos e jovens, possuem estrelas que não foram observadas pela missão *Gaia* ou foram removidas a partir dos filtros de qualidade aplicados no Capítulo 2.

Através de inspeções nos CMDs e listas de membros disponíveis em [Mermilliod 1987], [van Leeuwen 2009] e [Yen et al. 2018], notamos que os aglomerados IC2602, IC2391, Plêiades, Blanco 1 e IC4665 possuem prováveis membros brilhantes que não foram considerados em nossa análise. Dessa forma, por se tratarem de objetos jovens ( $\log[t] < 8$ ), os mesmos podem apresentar turnoffs mais vermelhos do que o esperado para objetos

da mesma faixa de idades e também podem apresentar variações nos valores das cores integradas. O mesmo é esperado para as magnitudes de turnoff e magnitudes integradas, onde esperamos um turnoff menos luminoso e magnitudes integradas mais elevadas do que de objetos de idades similares.

Fica evidente nas Figuras 42 e 47 do Capítulo 3, que as isócronas empíricas produzidas pelos CMDs compostos do grupo 1 de idades (composto pelos aglomerados jovens IC2602, IC2391 e IC4665), apresenta turnoff menos luminoso que o do grupo 2, indicando que a saturação não permitiu que as estrelas mais massivas fossem representadas para este grupo.

### 6.3 Novos aglomerados

#### 6.4 25 novos aglomerados

Os novos objetos detectados em [Ferreira et al. 2020] estão principalmente localizados a 3kpc do Sol no IV quadrante do disco Galáctico em baixas latitudes. Suas idades estão compreendidas entre  $\sim 30$  Manos e  $\sim 3$  Ganos, exibindo distribuições de idade similares a objetos conhecidos e confirmados pelo *Gaia* como aglomerados. Os parâmetros estruturais derivados mostram que em média, o raio do core dos objetos investigados são maiores do que aqueles apresentados por objetos da literatura. Da mesma forma, em média os raios de maré derivados não são significativamente diferentes dos aglomerados da literatura, mostrando que os objetos descobertos apresentam estruturas menos concentradas do que os objetos da literatura.

##### 6.4.1 Impacto das descobertas sobre objetos conhecidos e na Galáxia: Bojo

De acordo com a literatura ([Dias et al. 2002, Kharchenko et al. 2013, Ferreira et al. 2020, Sim et al. 2019, Liu & Pang 2019, Castro-Ginard et al. 2020, Cantat-Gaudin & Anders 2020, He et al. 2020]), existem pelo menos 206 aglomerados abertos na região investigada em [Ferreira et al. 2021] com parâmetros determinados. Nosso método foi capaz de recuperar 109 aglomerados abertos e 34 deles foram reportados como novos objetos, nos quais representam um incremento de  $\sim 17\%$  de aglomerados conhecidos com parâmetros determinados nesta mesma direção.

De acordo com os catálogos mencionados, existem 82 aglomerados abertos com valores de distância determinados dentro de 2kpc. Nossos novos objetos significam um aumento de  $\sim 19\%$  com distâncias de 1.1 kpc,  $38\%$  até 1.5 kpc e  $39\%$  a distâncias de até 2kpc. De acordo com os catálogos, 118 objetos possuem parâmetros astrométricos do *Gaia* DR2 na região, dessa forma, os novos objetos representam um incremento de aproximadamente  $\sim 30\%$  nesta amostra. Estes resultados estão presentes na Tabela 5.

Tabela 5 – Impacto dos aglomerados descobertos nesse trabalho sobre a população local de aglomerados abertos.

Amostra	fração	incremento
Total	34/206	17%
com dados do <i>Gaia</i>	34/118	29%
com parâmetros astrofísicos	34/129	26%
com $d < 2 \text{ kpc}$	32/82	39%
com $d < 1.5 \text{ kpc}$	22/57	38%
com $d < 1.1 \text{ kpc}$	6/32	19%

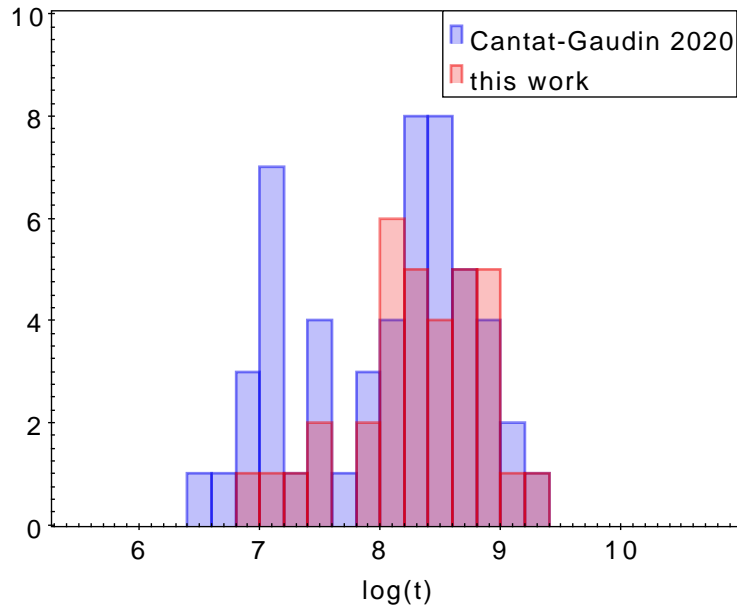


Figura 79 – Em azul: amostra homogênea de aglomerados abertos constituída por objetos caracterizados a partir de dados do *Gaia* DR2 presente em [Cantat-Gaudin et al. 2020] e restrita pelas coordenadas Galácticas  $-10^\circ \leq \ell \leq 10^\circ$  e  $-5^\circ \leq b \leq 5^\circ$ . Em vermelho: amostra de aglomerados encontrados nesse trabalho.

Recentemente, [Cantat-Gaudin et al. 2020] construíram um catálogo homogêneo de aglomerados abertos constituído por objetos caracterizados a partir de dados do *Gaia* DR2, no qual inclui aglomerados conhecidos e também aqueles descobertos recentemente. O catálogo contém 60 aglomerados dentro da região de cobertura deste trabalho, o que quer dizer que os novos objetos por nós reportados provêm um incremento significativo de objetos com distância, excesso de cor e idade na região investigada.

A Figura 79 mostra o padrão de idade dos objetos encontrados sobre aqueles presentes em [Cantat-Gaudin et al. 2020], mostrando que nossos objetos estão dentro do intervalo de  $8.0 < \log t < 9.0$ .

O painel superior da Figura 80 mostra aglomerados de [Cantat-Gaudin et al. 2020] (quadrados azuis e laranjados) e os novos aglomerados descobertos (triângulos vermelhos e cianos) no plano Galáctico. O painel da Figura mostra como aglomerados jovens (quadrados

azuis), com idades limitadas a 50 Myr (correspondendo a  $\log t < 7.7$ ), delineiam a estrutura local dos braços espirais. Notamos que nossos novos achados estão localizados no braço de Sagitário, com exceção dos objetos UFMG 87 e UFMG 91.

O painel inferior da Figura 80 mostra como nossos achados contribuem para a população local do braço de Sagitário. No entanto, mesmo com a adição de objetos presentes em [Ferreira et al. 2020] (F+2020), ainda notamos a falta de objetos na posição  $(X, Y) \sim (1000, -1000)$  pc, sugerindo que o braço é descontínuo nesta posição ou que ainda não foram encontrados aglomerados abertos nesta direção em particular.

### 6.4.2 Resultados do estudo e propriedades gerais dos novos objetos

Descobrimos e determinamos parâmetros astrofísicos de 34 novos aglomerados projetados na direção do bojo Galáctico usando dados do *Gaia* DR2. De forma geral os objetos novos encontrados estão localizados a 2 kpc do Sol e projetados na direção do bojo Galáctico. As idades estão compreendidas entre  $\sim 10$  Myr and  $\sim 1$  Gyr e excessos de cor entre  $0.1 < E(B - V) < 2.3$ .

Os aglomerados representam um grande incremento de objetos com parâmetros determinados nesta direção da Galáxia e preenchem um importante *GAP* (falta de objetos) ao longo do braço de Sagitário, traçado por aglomerados conhecidos, parece ser interrompido. Essas descontinuidades já foram observadas em outras galáxias, isso pode ser também um artefato devido a incompletudeza no censo de aglomerados abertos na região.

## 6.5 Objetos do catálogo UFMG de aglomerados abertos

O catálogo UFMG de aglomerados abertos de estrelas conta com um total de 96 objetos, 3 descobertos no primeiro artigo, 59 descobertos no segundo e 34 no terceiro. 62 dos objetos foram encontrados exclusivamente por nosso grupo, outros 34 do segundo artigo foram descobertas simultâneas por diferentes grupos, porém publicadas por outros antes.

Sobre os aglomerados, podemos destacar:

- Possuem idades dentro do intervalo de  $6.9 < \log(t) < 9.55$ ;
- estão compreendidos no intervalo de distância de  $900 < d < 6300$  pc;
- possuem excessos de cor dentro do intervalo  $0.15 < E(B - V) < 2.32$ ;
- possuem entre 10 e 600 membros;
- todos se encontram entre  $-200 < z < 200$  pc, com exceção do aglomerado UFMG 33;

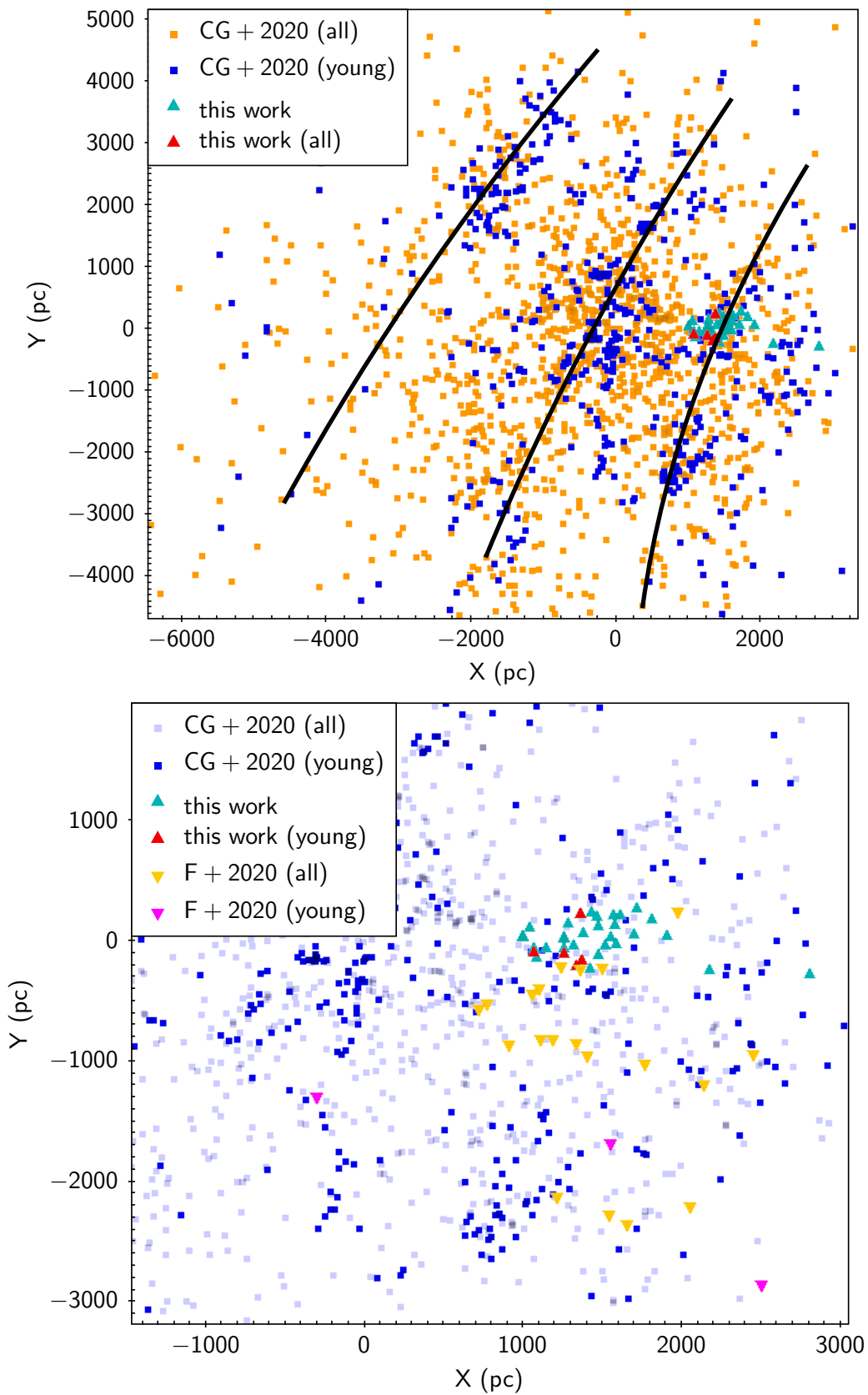


Figura 80 – Painel superior: aglomerados presentes em [Cantat-Gaudin et al. 2020] (representado por CG+2020 em quadrados azuis e laranjados) e no presente trabalho (triângulos vermelhos e cianos). As linhas pretas sólidas demarcam os braços espirais na região. Painel inferior: zoom mostrando os aglomerados mencionados com adição daqueles presentes em [Ferreira et al. 2020] (representado por F+2020 em triângulos amarelos e rosas invertidos).

- todos possuem distâncias Galactocêntricas menores que as do Sol, com exceção dos aglomerados UFMG 58 e UFMG 59;
- os objetos possuem raios de maré dentro do intervalo  $2 < r_t < 20$  pc e raios do core entre  $1 < r_c < 3$  pc.

## 6.6 Ramo de gigantes

### 6.6.1 Clump de Gigantes como indicador de distância

Neste trabalho verificamos a existência do clump de gigantes em uma parte de nossa amostra, sendo o objeto mais jovem a apresentar essa característica o aglomerado NGC 6705 ( $\log[t] \sim 8.3$ ). A partir dos valores calculados no Capítulo 5, verificamos a variação temporal dos valores de cor e magnitude médias do clump de gigantes em nossa amostra, como pode ser visto nos painéis da Figura 81. Note que, tanto no visível (*Gaia*, painéis superiores) quanto no infravermelho (2MASS, painéis inferiores) entre  $8.3 < \log[t] < 9.0$ , em média, as estrelas de clump tendem a ficar mais frias e menos luminosas com a idade. A partir desse valor de idade, os clumps tendem a ficar mais frios e um pouco mais luminosos até a idade de  $\log[t] \sim 9.2$ . A partir desse ponto, os valores de  $M_G$  e  $M_K$  tendem a ficar aproximadamente constantes, porém, em média, a posição do clump tende a ficar mais fria, o que corrobora os modelos de PARSEC-COLIBRI e a análise presente em [Grocholski & Sarajedini 2002] para o infravermelho. Apesar dos dados apresentarem, de forma geral, diferenças plausíveis com relação aos modelos para os valores de  $M_G$ , notamos que para o infravermelho os modelos tendem a apresentar valores de  $M_K$  sistematicamente mais brilhantes do que o observado para objetos de idade inferior a  $\log[t] \sim 9.0$ , como apresentado em [van Helshoecht & Groenewegen 2007] e [Girardi 2016]. Dentro do mesmo intervalo de idades, ao se comparar os índices de cor, notamos que os modelos apresentam as posições dos clumps mais vermelhas que o observado. De forma geral, para objetos mais velhos que esse limite, as cores e as magnitudes dos clumps mostram um excelente acordo com os modelos, o que corrobora as análises presentes em [Onozato et al. 2019].

Algumas diferenças não podem ser explicadas pelas barras de erro, por exemplo, destacamos os objetos Berkeley 81, Trumpler 5 e NGC188 em nossa amostra. Berkeley 81 e Trumpler 5 são os objetos de maior distância heliocêntrica de nossa amostra e apresentam clumps mais brilhantes que os demais objetos de mesma idade. Aparentemente, Berkeley 81 pode estar com o módulo de distância superestimado, já Trumpler 5, apresenta menores discrepâncias de luminosidade no infravermelho, o que pode significar um valor superestimado de extinção. Já o aglomerado NGC 188, apresenta um clump mais vermelho e menos luminoso que o esperado. De acordo com a literatura adotada (B2019), o aglomerado possui  $(m - M) = 11.114 \pm 0.016$ ,  $E(B - V) = 0.025_{-0.003}^{+0.004}$  e  $\log[t] = 9.877 \pm 0.010$ , enquanto D2021 apresentam o mesmo objeto com  $(m - M) = 11.35 \pm 0.04$ ,  $E(B - V) = 0.075 \pm 0.008$

e  $\log[t] = 9.792 \pm 0.035$ , ou seja, diferenças que podem levar a desvios no visível de  $\delta M_G = -0.37$  e  $\delta(G_{BP} - G_{RP})_0 = -0.06$  e no infravermelho de  $\delta M_K = -0.25$  e  $\delta(J - K)_0 = -0.03$ .

Nossa amostra de aglomerados, possui metalicidade aproximadamente solar, tendo valor médio de  $[Fe/H] = 0.02$  com  $\sigma_{[Fe/H]} = 0.12$  dex, sendo poucos aglomerados fora dessa faixa de valores. Notamos que os aglomerados com metalicidades mais discrepantes da média tendem a apresentar grandes variações na cor do clump, porém variações mais moderadas em magnitude, principalmente para o infravermelho, como esperado, o que mostra que a magnitude média de clump é um bom indicador de distância mesmo com variações de metalicidade. Existe um espalhamento das cores e magnitudes médias na faixa entre  $9 < \log[t] < 9.2$ , onde, de acordo com os modelos, é exatamente o ponto em que magnitude de clump atinge um mínimo e varia muito sensivelmente com a idade.

Calculamos os valores médios de magnitude dos clumps para objetos mais velhos que  $\log[t] = 9.2$ , chegando a  $M_G = 0.43 \pm 0.06$  com  $\sigma_{M_G} = 0.22$  e  $M_K = -1.66 \pm 0.04$   $\sigma_{M_K} = 0.16$ , que se encontram em bom acordo com a literatura (Tabela 6).

<i>fonte</i>	$M_G$	$M_K$
Este trabalho	$0.43 \pm 0.06$	$-1.66 \pm 0.04$
[Ruiz-Dern et al. 2018]	$0.495 \pm 0.009$	-
[Hawkins et al. 2017]	$0.44 \pm 0.01$	$-1.61 \pm 0.01$
[van Helshoecht & Groenewegen 2007]	-	$-1.57 \pm 0.05$
[Grocholski & Sarajedini 2002]	-	$-1.61 \pm 0.04$

Tabela 6 – Valores médios calculados para  $M_G$  e  $M_K$ .

A característica do segundo clump de gigantes SRC (mencionada no Capítulo 1) é apontada na Figura 7 de [Onozato et al. 2019], onde as estrelas, no infravermelho, apresentam uma disparidade de luminosidade em  $M_K$  maior com relação à magnitude média do clump de gigantes do que no visível com os dados do *Gaia* em  $M_G$ . O mesmo pode ser notado em nossos dados na Figura 81 para objetos entre  $8.8 \lesssim \log t[t] \lesssim 9.2$ , onde a posição média dos clumps se apresentam principalmente em  $M_K \sim -1.2$  e ,  $M_G \sim 0.4$  o que se trata provavelmente do intervalo típico de idades de estrelas observadas no SRC. Por outro lado, o clump de gigantes vertical ou VRC (Figura 6, Capítulo 1) é constituído por objetos abaixo desse limite de idades, apresentando a posição do clump mais luminosa que a média, representado por aglomerados mais jovens que  $\log[t] \sim 8.8$  em nossa amostra.

## 6.6.2 Clump de gigantes como indicador de idades

Nesta seção vamos investigar como as diferenças turnoff-clump se relacionam com a idade e a metalicidade. Utilizando as quantidades calculadas no Capítulo 5, estabelecemos os índices  $\Delta G$  e  $\Delta K$ , como a diferença de magnitude entre o clump de gigantes e o turnoff, assim como as diferenças de cor  $\Delta(G_{BP} - G_{RP})_0$  e  $\Delta(J - K)_0$  entre o turnoff e o clump de gigantes (Tabela 7). Limitamos as amostras a objetos que de fato a posição do turnoff

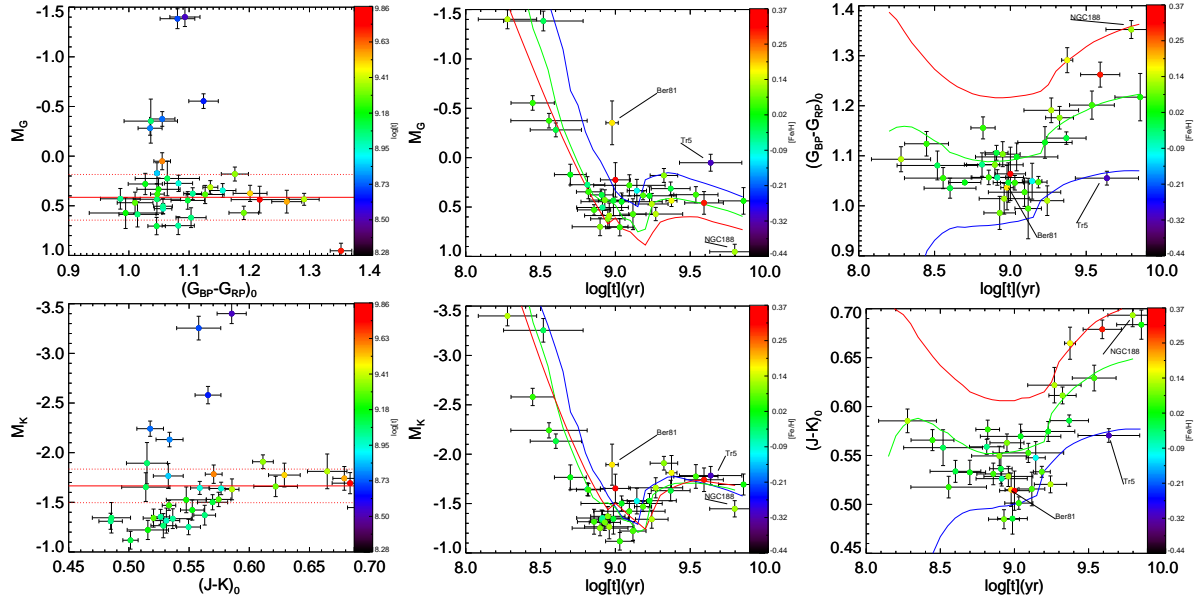


Figura 81 – Cores e magnitudes médias do clump de gigantes nos aglomerados. Painéis superiores: bandas do *Gaia* DR2. Painéis inferiores: O mesmo, porém para bandas do 2MASS. A primeira coluna apresenta propriedades de cor e magnitude média além do valor médio (linha vermelha sólida) e desvio padrão (linhas vermelhas pontilhadas) da magnitude do clump para  $\log[t] > 9.2$  e a barra lateral de cores representa a idade. A segunda coluna representa a relação entre idade e magnitude média dos clumps, enquanto a terceira coluna de painéis representa a relação entre idade e cor média dos clumps. Para a segunda e terceira coluna de painéis, as linhas representam as previsões cor e magnitude média do clump de acordo com modelos de PARSEC para três diferentes valores de metalicidade: metalicidade máxima da amostra de aglomerados (azul), metalicidade mínima (vermelho) e metalicidade solar (verde). As barras de erro para as magnitudes médias, indicam a soma e quadratura dos erros estabelecidos de  $M_G$  e  $M_K$  com os erros de extinção interestelar e módulo de distância da literatura. As barras de erro para as cores médias, indicam a soma e quadratura dos erros estabelecidos de  $(G_{BP} - G_{RP})_0$  e  $(J - K_S)_0$  com os erros de excesso de cor da literatura.

pôde ser considerada de forma fidedigna, removendo objetos onde a magnitude do ponto de turnoff era idêntica à magnitude limite do aglomerado. Dessa forma as amostras de aglomerados foram limitadas, principalmente a partir dos dados do 2MASS, onde o limite observacional é mais reduzido que o *Gaia*. Os erros estabelecidos para  $\Delta G$ ,  $\Delta(G_{BP} - G_{RP})_0$ ,  $\Delta K$ ,  $\Delta(J - K)_0$  e  $\Delta V$  foram calculados por soma em quadratura a partir dos valores dos erros individuais de magnitudes e cores do turnoff e do clump de gigantes.

Os painéis da Figura 82 mostram diagramas de diferenças de cor e magnitude do turnoff para o clump de gigantes para os dados do *Gaia* (painéis superiores) e 2MASS (painéis inferiores) e a relação das mesmas quantidades com a idade e a metalicidade. Fica evidente que, de acordo com os dados do *Gaia*, parecem existir duas relações aproximadamente lineares de  $\Delta G$  com  $\log[t]$ : uma para objetos com idade inferior a  $\log[t] \sim 8.8$  e

outra para objetos com idades superiores a esse limite. A metalicidade não parece afetar fortemente os valores de  $\Delta G$ , o que já foi constatado por outros autores ([Phelps, Janes & Montgomery 1994], [Carraro & Chiosi 1994], [Salaris, Weiss & Percival 2004], [Beletsky, Carraro & Ivanov 2009]). Já a relação entre a diferença  $\Delta_{COR}$  e a metalicidade, de acordo com nossos dados e os modelos de PARSEC, o parâmetro  $\Delta(G_{BP} - G_{RP})_0$  também mostra pouca dependência com a metalicidade para idades superiores a  $\log[t] \sim 8.8$ . Os modelos mostram uma dependência mais significativa dos parâmetros  $\Delta G$  e  $\Delta(G_{BP} - G_{RP})_0$  para objetos mais jovens, porém todos os nossos aglomerados mais jovens possuem metalicidade aproximadamente solar, assim os espalhamentos devem estar relacionados principalmente aos erros.

Os modelos mostram um bom acordo com os dados quando relacionamos as diferenças  $\Delta G$  com a idade  $\log[t]$ . Com relação aos valores de  $\Delta(G_{BP} - G_{RP})_0$ , aparentemente para objetos mais jovens ( $\log[t] \lesssim 8.8$ ), os modelos tendem a superestimar a idade, o que está relacionado à previsão de clumps de gigantes mais vermelhos nesse regime de idades (Figura 81). A falha dos modelos nesse regime de idades, pode justificar o grande espalhamento de cores  $(G_{BP} - G_{RP})_0$  associado aos clumps na Figura 81 para idades  $\log[t] \lesssim 8.8$ . Como os modelos não prevêm corretamente essa diferença de cor, ao se ajustar uma isócrona ao CMD de um aglomerado, se a isócrona possuir um bom ajuste de sequência principal, necessariamente associará-se um valor de cor absoluta imprecisa ao clump de gigantes e vice-versa. Os modelos parecem também falhar em prever os valores de  $\Delta(G_{BP} - G_{RP})_0$  para os objetos mais velhos que  $\log[t] \gtrsim 9.6$ .

Com relação aos dados do 2MASS, notamos que os modelos tendem a explicar bem as diferenças  $\Delta K$  e  $\Delta(J - K)_0$  ao longo do intervalo de idades para a maior parte dos casos. Porém notamos um grande espalhamento nas diferenças  $\Delta(J - K)_0$ , que pode estar relacionando ao espalhamento dos índices de cor do 2MASS. A diferença  $\Delta(J - K)_0$  de nossos aglomerados compreendem um intervalo de  $\sim 0.35 mag$ , para todo o intervalo de idades, porém as estrelas-membro dos aglomerados possuem erro médio do índice de cor  $J - K$  de  $\sim 0.05 mag$ , sendo que próximo do limite observacional do 2MASS, esse valor passa de  $0.1 mag$  para muitas estrelas, o que pode tornar a borda mais azul do CMD, ainda mais azul, tornando o ponto de turnoff mais azul e menos luminoso que o esperado, o que também pode influenciar na superestimativa do valor  $\Delta K$  em alguns casos. Pode-se notar que todos os CMDs presentes em [Beletsky, Carraro & Ivanov 2009] possuem amostras consideráveis de estrelas mais azuis do que o ponto de turnoff calculado, porém, diferente do nosso método, os pontos de turnoff e valores médios de  $M_K$  foram visualmente apontados pelos autores. Dessa forma, uma análise da diferença de cor entre o turnoff e o clump de gigantes, em regimes de altos erros fotométricos relativos, torna-se imprecisa. Porém, como veremos na próxima seção, a diferença  $\Delta K$  ainda pôde ser avaliada com precisão. Por outro lado, na fotometria do *Gaia* os valores das diferenças de cor  $\Delta(G_{BP} - G_{RP})_0$  ficam compreendidos dentro do intervalo de  $\sim 1 mag$ , onde o valor médio

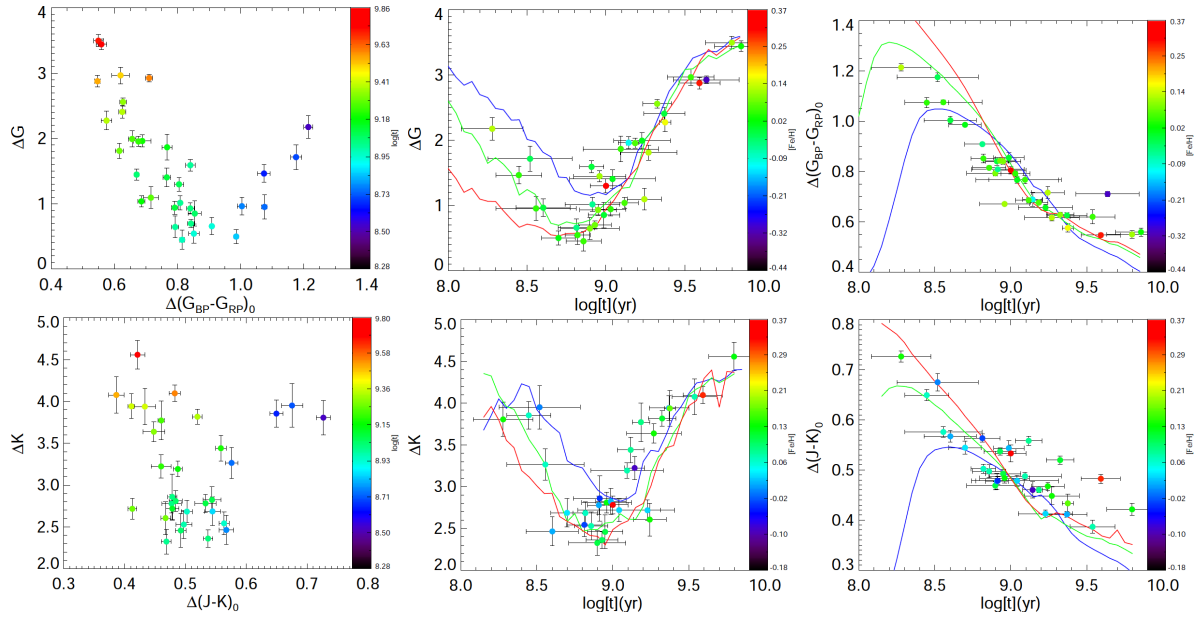


Figura 82 – Diferença de cor e magnitude entre o clump de gigantes e turnoff. Painéis superiores: bandas do *Gaia* DR2. Painéis inferiores: O mesmo, porém para bandas do 2MASS. A primeira coluna de painéis apresenta as diferenças de magnitude e cor, onde a barra lateral de cores representa a idade. A segunda coluna de painéis representa a relação entre idade e a diferença da magnitude média dos clumps e o turnoff, enquanto a terceira coluna de painéis representa a relação entre idade e a diferença de cor média dos clumps e o turnoff. Para a segunda e terceira coluna de painéis, as linhas representam as previsões das diferenças de cor e magnitude média do clump e o turnoff de acordo com modelos de PARSEC para três diferentes valores de metalicidade: metalicidade máxima da amostra de aglomerados (azul), metalicidade mínima da amostra de aglomerados (vermelho) e metalicidade solar (verde). As barras de erro para ambos índices morfológicos indicam a soma e quadratura dos erros estabelecidos para as cores e magnitudes do clump e do turnoff.

de erro do índice de cor  $G_{BP} - G_{RP}$  é de  $\sim 0.008 \text{ mag}$  e apenas  $\sim 4\%$  dos membros dos aglomerados possuem erros do índice de cor superiores a  $0.04 \text{ mag}$ , ou seja, um regime de erros relativos baixos.

## 6.7 Calibração de idades

Uma relação de calibração de idades a partir dos dados do *Gaia* (índice  $\Delta G$ ) ainda não está disponível na literatura, dessa maneira aqui estabeleceremos relações de calibração para a banda  $G$  de forma inédita. Assim como feito em [Beletsky, Carraro & Ivanov 2009] para o infravermelho com o índice  $\Delta K$ , utilizamos os índices  $\Delta G$ ,  $\Delta K$  e  $\Delta V$  calculados no Capítulo 5 e os relacionamos com as idades de catálogo dos objetos. As amostras de aglomerados envolvidas foram limitadas por idade a partir do limite em que a relação da idade com o índice fosse aproximadamente linear, dessa forma removemos os

Nome	$\log[t]$	$\delta_{\log[t]}$	$[Fe/H]$	$\delta_{[Fe/H]}$	$\Delta_G$	$\delta_{\Delta_G}$	$\Delta_{BR0}$	$\delta_{\Delta_{BR0}}$	$\Delta_K$	$\delta_{\Delta_K}$	$\Delta_V$	$\delta_{\Delta_V}$
NGC 6705	8.28	0.19	0.12	0.09	2.18	0.17	1.21	0.01	3.81	0.21	-	-
NGC 2354	9.14	0.06	-0.18	0.02	1.96	0.09	0.69	0.03	3.22	0.14	-	-
IC 2714	8.45	0.14	0.02	0.06	1.46	0.13	1.07	0.02	3.85	0.16	1.1	0.21
NGC 4349	8.52	0.27	-0.07	0.06	1.71	0.19	1.18	0.02	3.95	0.26	0.79	0.14
NGC 2099	8.56	0.25	0.02	0.05	0.95	0.18	1.08	0.01	3.27	0.19	0.75	0.17
NGC 2447	8.60	0.17	-0.05	0.01	0.96	0.14	1.00	0.01	2.46	0.17	-	-
NGC 2539	8.70	0.11	-0.02	0.08	0.50	0.11	0.99	0.01	2.69	0.17	0.37	0.15
NGC 6633	8.72	0.23	-0.08	0.12	0.26	0.22	0.94	0.02	2.44	0.16	-	-
NGC 2527	8.81	0.12	-0.10	0.04	0.66	0.13	0.91	0.01	2.54	0.14	-	-
IC 4756	8.82	0.08	0.02	0.04	0.54	0.15	0.85	0.02	2.68	0.13	-	-
NGC 6811	8.86	0.11	0.03	0.01	0.45	0.15	0.81	0.01	2.53	0.17	0.18	0.15
NGC 2423	8.90	0.19	0.08	0.05	0.64	0.17	0.79	0.01	2.32	0.15	0.49	0.20
NGC 2355	8.91	0.08	-0.05	0.08	1.59	0.09	0.84	0.02	2.78	0.11	0.80	0.16
NGC 1817	8.91	0.17	-0.11	0.03	1.01	0.11	0.81	0.01	2.86	0.27	1.16	0.15
NGC 2477	8.93	0.10	0.07	0.03	0.70	0.06	0.84	0.01	2.36	0.10	0.19	0.10
NGC 5822	8.95	0.11	0.08	0.08	0.93	0.09	0.84	0.01	2.46	0.2	0.23	0.12
NGC 6134	8.96	0.16	0.11	0.07	1.45	0.08	0.67	0.01	2.81	0.12	0.56	0.15
Berkeley 81	8.98	0.04	0.19	0.06	-	-	-	-	-	-	-	-
NGC 3960	8.99	0.10	-0.04	0.10	0.85	0.20	0.85	0.02	2.82	0.15	-	-
NGC 6583	9.00	0.10	0.37	0.04	1.30	0.11	0.80	0.01	2.78	0.11	-	-
NGC 1245	9.03	0.09	0.02	0.03	0.94	0.10	0.79	0.01	-	-	-	-
NGC 2360	9.04	0.27	-0.03	0.06	1.40	0.14	0.77	0.01	2.72	0.14	0.17	0.19
Collinder 110	9.09	0.24	0.03	0.02	1.86	0.20	0.77	0.02	3.19	0.09	1.59	0.19
NGC 2660	9.12	0.09	0.04	0.03	1.04	0.08	0.69	0.01	3.44	0.15	-	-
NGC 7789	9.18	0.06	0.05	0.07	1.95	0.08	0.68	0.01	3.77	0.23	1.68	0.07
NGC 752	9.23	0.18	-0.03	0.06	1.99	0.12	0.66	0.01	2.72	0.13	-	-
NGC 4337	9.24	0.11	0.12	0.05	1.09	0.17	0.72	0.02	2.61	0.20	1.19	0.15
IC 4651	9.27	0.18	0.12	0.04	1.81	0.11	0.62	0.01	3.64	0.12	1.53	0.14
NGC 6819	9.32	0.09	0.09	0.01	2.56	0.06	0.63	0.01	3.82	0.09	2.31	0.19
NGC 2420	9.37	0.13	-0.05	0.02	2.41	0.09	0.63	0.01	3.94	0.15	2.19	0.13
Ruprecht 147	9.37	0.04	0.16	0.08	2.27	0.14	0.58	0.02	3.94	0.22	-	-
NGC 2682	9.54	0.15	0.03	0.05	2.97	0.13	0.62	0.03	4.08	0.22	2.12	0.21
NGC 6253	9.59	0.13	0.34	0.11	2.88	0.09	0.55	0.01	4.1	0.1	-	-
Trumpler 5	9.64	0.21	-0.44	0.07	2.93	0.06	0.71	0.01	-	-	-	-
NGC 188	9.80	0.17	0.11	0.04	3.50	0.09	0.55	0.01	4.56	0.17	3.75	0.16
Collinder 261	9.86	0.17	0.00	0.04	3.44	0.08	0.56	0.02	-	-	-	-

Tabela 7 – Parâmetros de idade e metalicidade presentes em N2016 e valores de  $\Delta G$ ,  $\Delta(G_{BP} - G_{RP})_0$  (representado por  $\Delta_{BR0}$ ),  $\Delta K$  e  $\Delta V$  calculados. Os erros estabelecidos para  $\Delta G$ ,  $\Delta(G_{BP} - G_{RP})_0$ ,  $\Delta K$  e  $\Delta V$  foram calculados por soma em quadratura a partir dos valores dos erros individuais de magnitudes e cores do turnoff e do clump de gigantes.

objetos jovens que apresentavam clumps de gigantes da seção anterior, mantendo objetos de  $\log[t] > 8.7$ . Dessa forma podemos obter relações inéditas através dos dados do *Gaia* e validar a metodologia reestabelecendo os valores de [Beletsky, Carraro & Ivanov 2009] para o infravermelho. Os valores calculados para os índices podem ser vistos na Tabela 7.

### 6.7.1 2MASS

Relacionando  $\log[t]$  com a a diferença  $\Delta K$  (Figura 83), chegamos a uma relação (Eq. 6.1) semelhante a aquela obtida em [Beletsky, Carraro & Ivanov 2009] (1.2), onde ambos coeficientes estão consistentes com os erros dos ajustes. As incertezas dos índices  $\Delta K$  obtidas a partir do nosso método também são compatíveis com aquelas obtidas pelos autores, mostrando um resultado similar à metodologia dos autores que foi estabelecida inteiramente por inspeção visual dos CMDs.

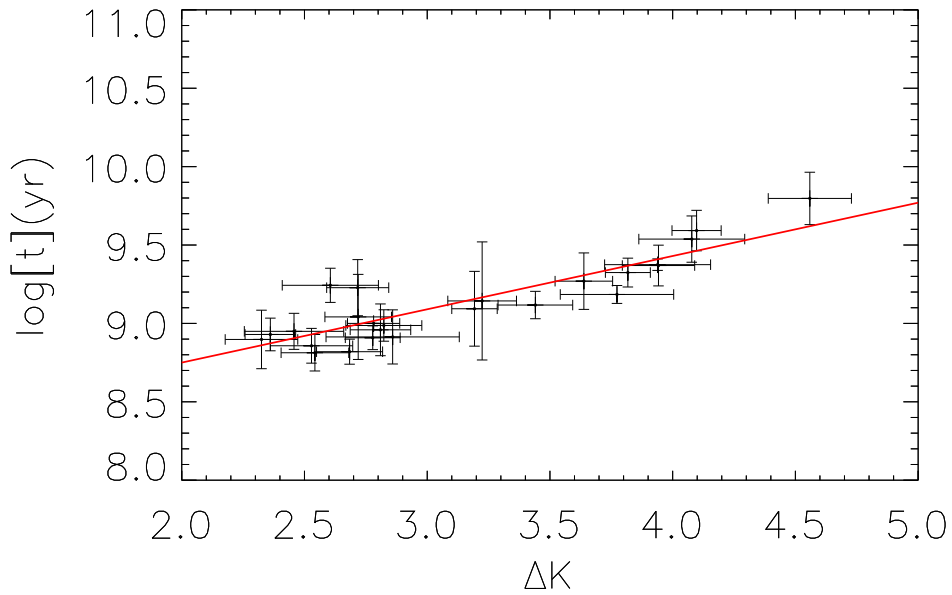


Figura 83 – Relação linear (linha vermelha) estabelecida a partir do indicador morfológico de idades  $\Delta K$  e  $\log[t]$ .

$$\text{Log}(t)[yr] = 8.07(\pm 0.13) + 0.34(\pm 0.04) \times \Delta K \quad (6.1)$$

### 6.7.2 APASS

A partir da diferença  $\Delta V$  (Figura 84), chegamos a relação expressa na Equação 6.2. Notamos que a equação obtida relaciona uma inclinação consideravelmente menor que a aquela presente em [Carraro & Chiosi 1994]. Porém, nossa calibração foi estabelecida a partir de poucos aglomerados para os dados do APASS, devido ao baixo limite de saturação, por isso tivemos poucos aglomerados para representar todo o intervalo de idades. Em [Carraro & Chiosi 1994], os autores utilizam uma amostra de aglomerados com idades compreendidas por  $9.18 < \log[t] < 9.9$ , já nossa amostra de aglomerados para a banda V ficou restrita em  $8.85 < \log[t] < 9.5$ , sendo que apenas 2 objetos possuem idades superiores a  $\log[t] = 9.35$ . Acreditamos que a grande diferença de intervalos utilizados possa ter influenciado os resultados.

$$\text{Log}(t)[yr] = 8.85(\pm 0.05) + 0.24(\pm 0.03) \times \Delta V \quad (6.2)$$

### 6.7.3 Gaia

Para o índice  $\Delta G$ , além da calibração linear, realizamos calibrações alternativas similares aquelas presentes em [Beletsky, Carraro & Ivanov 2009], tomando uma relação

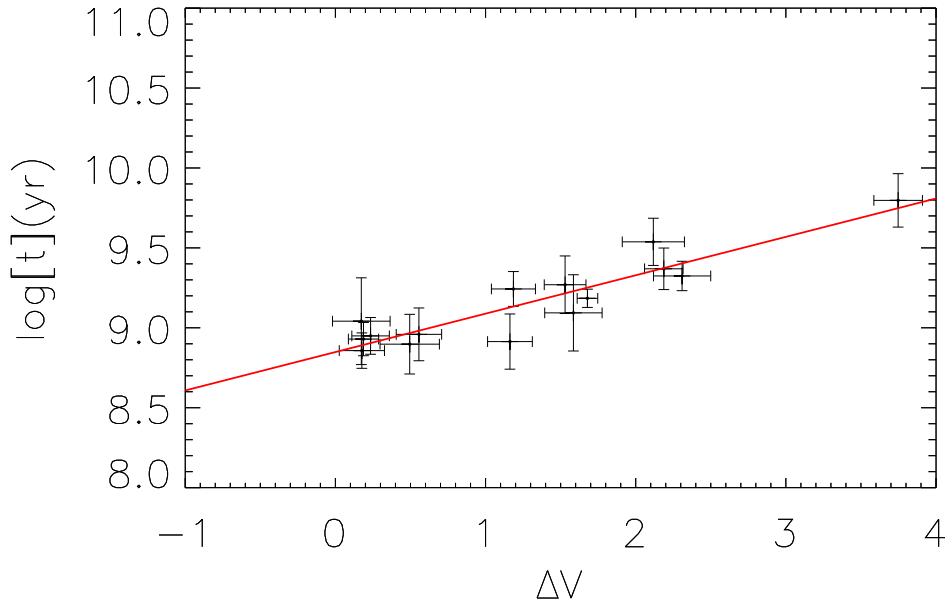


Figura 84 – Relação linear (linha vermelha) estabelecida a partir do indicador morfológico de idades  $\Delta V$  e  $\log[t]$ .

linear (Eq. 6.3), uma relação quadrática (Eq. 6.4) e uma relação levando em consideração a metalicidade (Eq. 6.5):

$$\text{Log}(t)[yr] = 8.67(\pm 0.04) + 0.31(\pm 0.02) \times \Delta G \quad (6.3)$$

$$\text{Log}(t)[yr] = 8.74(\pm 0.08) + 0.22(\pm 0.11) \times \Delta G + 0.02(\pm 0.03) \times (\Delta G)^2 \quad (6.4)$$

$$\text{Log}(t)[yr] = 8.67(\pm 0.04) + 0.30(\pm 0.02) \times \Delta G - 0.02(\pm 0.13) \times [Fe/H] \quad (6.5)$$

Assim como visto na seção anterior e já evidenciado por outros autores ([Phelps, Janes & Montgomery 1994], [Carraro & Chiosi 1994], [Salaris, Weiss & Percival 2004], [Beletsky, Carraro & Ivanov 2009]), a dependência dos índices  $\Delta G$ ,  $\Delta K$  e  $\Delta V$  é muito pequena com a metalicidade, de forma que em muitos casos o termo de metalicidade pode ser negligenciado (notamos a semelhança das equações 6.3 e 6.5). Diversos autores tendem a utilizar a aproximação linear sem termos de metalicidade como uma forma prática de determinar idades dos aglomerados, já que determinações precisas de metalicidade são escassas na literatura e como vimos, também para a banda G do *Gaia* essa dependência é pequena, então a equação 6.3 torna-se uma ferramenta robusta para a determinação de idades.

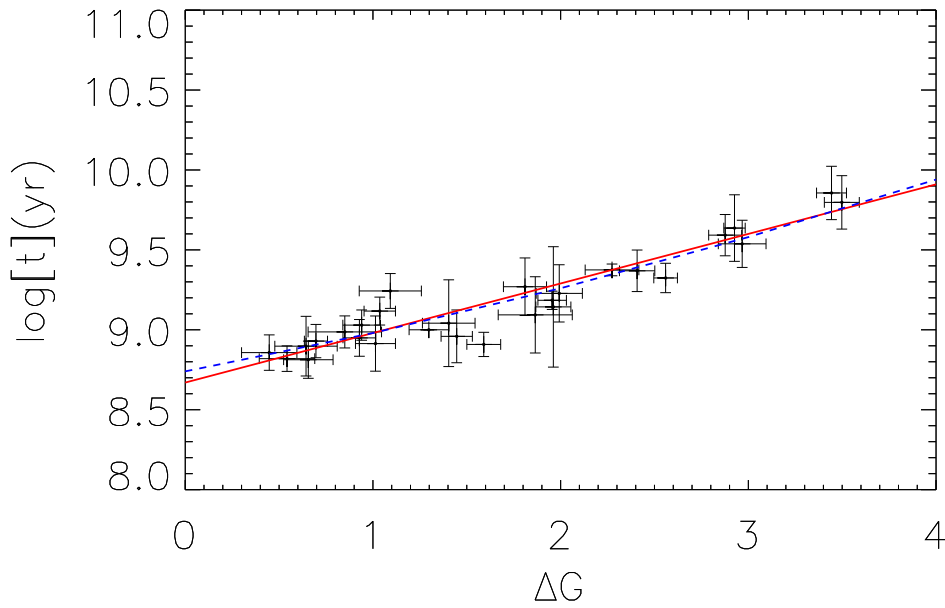


Figura 85 – Relações linear (linha vermelha) e quadrática (linha azul tracejada) estabelecidas entre o indicador morfológico de idades  $\Delta G$  e  $\log[t]$ .

Provavelmente uma extensão desses resultados para idades mais elevadas e um intervalo maior de metalicidades, por exemplo, com a adição de aglomerados globulares como feito em [Salaris, Weiss & Percival 2004], leve a uma calibração mais completa, onde a aproximação quadrática possa ser mais apropriada do que a linear. Em nosso caso, como pode ser visto na Figura 85, a partir da Eq. 6.3, as relações quadráticas e lineares funcionam apropriadamente para aglomerados abertos Galácticos com idades superiores a  $\sim 1$  bilhão de anos.

#### 6.7.4 Forma geral da equação a partir de dados do *Gaia*

Como visto nos painéis superiores da Figura 82, quando levamos em conta a relação entre a idade e o parâmetro  $\Delta G$ , percebemos que objetos com idades entre  $8.3 < \log[t] < 9$  podem possuir mesmos valores de  $\Delta G$  que aqueles de  $9 < \log[t] < 9.5$ . Porém o parâmetro  $\Delta(G_{BP} - G_{RP})_0$  tem uma dependência quase linear com a idade, ou seja, objetos jovens possuem maiores diferenças de cor entre o turnoff e o clump de gigantes do que objetos mais velhos. Nesse caso, a utilização do índice  $\Delta(G_{BP} - G_{RP})_0$  quebra a ambiguidade dos valores de  $\Delta G$  de objetos dentro dos dois intervalos de idade mencionados. Ficou evidente que o parâmetro  $\Delta G$  possui pouca dependência com a metalicidade a partir do ajuste linear feito para os objetos mais velhos e de fato o mesmo se aplica para os objetos mais jovens, porém notamos que o índice  $\Delta(G_{BP} - G_{RP})_0$  é mais sensível à metalicidade (Figura 86). Na Figura também fica evidente que, a parte de nossa amostra não exibe uma correlação da idade com a metalicidade.

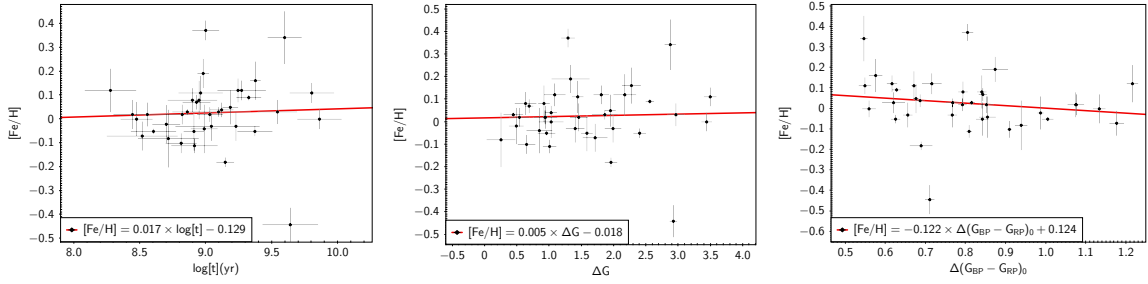


Figura 86 – Relações lineares da metalicidade com a idade (esquerda) e com os indicadores morfológicos  $\Delta G$  (meio) e  $\Delta(G_{BP} - G_{RP})_0$  (direita).

Dessa forma, estendendo a calibração de idades para idades  $\sim 8.3 < \log[t] < 9.0$ , estabelecemos um modelo simples onde tomamos termos quadráticos e lineares de  $\Delta G$  e  $\Delta(G_{BP} - G_{RP})_0$  e um termo de metalicidade (Eq. 6.6 e Tabela 8). Uma primeira tentativa de ajuste foi feita mantendo-se termos de primeira e segunda ordem de  $\Delta G$  e  $\Delta(G_{BP} - G_{RP})_0$  e um termo cruzado envolvendo o produto  $\Delta G \times \Delta(G_{BP} - G_{RP})_0$ , porém o mesmo levou a um coeficiente desprezível ( $\sim 0.002$ ) para o termo cruzado, dessa forma, omitimos o termo cruzado e realizamos o ajuste apenas com os termos de primeira e segunda ordem para  $\Delta G$  e  $\Delta(G_{BP} - G_{RP})_0$  e um termo de primeira ordem em  $[Fe/H]$ . O ajuste feito pode ser visto na Figura 87, onde notamos que o resíduo fica compreendido dentro de 0.1 dex. A Tabela 9 mostra os valores de resíduos médios e coeficientes de correlação dos ajustes estabelecidos.

$$\text{Log}(t)[yr] = a + b\Delta G + c(\Delta G)^2 + d\Delta(G_{BP} - G_{RP})_0 + e(\Delta(G_{BP} - G_{RP})_0)^2 + f[Fe/H] \quad (6.6)$$

Termo	$a$	$b$	$c$	$d$	$e$	$f$
Coef	$\log[t]_0$	$\Delta G$	$(\Delta G)^2$	$\Delta(G_{BP} - G_{RP})_0$	$(\Delta(G_{BP} - G_{RP})_0)^2$	$[Fe/H]$
	$9.22 \pm 0.33$	$-0.15 \pm 0.07$	$0.09 \pm 0.02$	$0.77 \pm 1.46$	$-1.28 \pm 0.80$	$-0.13 \pm 0.13$

Tabela 8 – Coeficientes da relação estabelecida na Equação 6.6.

Equação	Resíduo médio	Correlação
6.1	0.10	0.90
6.2	0.08	0.91
6.3	0.08	0.95
6.5	0.08	0.95
6.4	0.07	0.96
6.6	0.06	0.98

Tabela 9 – Coeficientes de qualidade dos ajustes estabelecidos pelas equações 6.1, 6.2, 6.3, 6.5, 6.4 e 6.6.

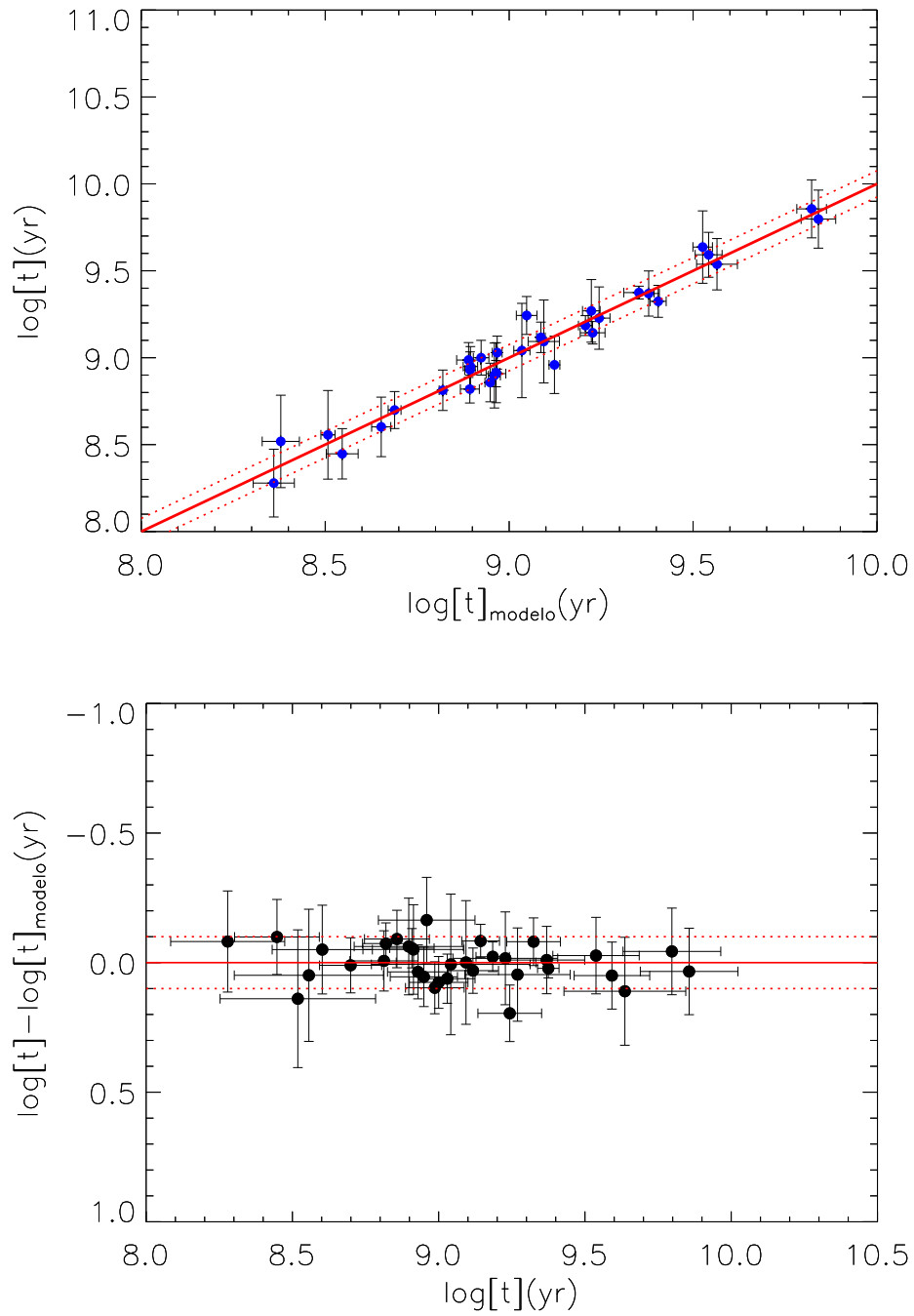


Figura 87 – Relação quadrática entre  $\log[t]$ , metalicidade e índices morfológicos  $\Delta G$  e  $\Delta(G_{BP} - G_{RP})_0$ . O painel superior representa  $\log[t]$  contra os valores obtidos na Equação 6.6, onde as linhas pontilhadas representam  $1-\sigma$  do ajuste. O painel inferior representa o resíduo, onde as linhas pontilhadas compreendem o intervalo entre  $-0.1$  e  $0.1$  dex.

## 6.8 Isócronas empíricas

Nesta seção discutiremos as isócronas empíricas em termos dos modelos de PARSEC, tanto no que diz respeito aos limites de idade e metalicidade atribuídos aos CMDs compostos, quanto à consistência dos modelos com as isócronas empíricas. Pela falta de cobertura espacial do survey, algumas isócronas empíricas construídas a partir de dados do PANSTARRs representam pequenos intervalos de magnitude, dessa forma discutiremos apenas as isócronas com intervalos consideráveis e que abrangem as regiões a serem discutidas.

Com relação às isócronas do APASS, ao inspecionar as Figuras 53, 54 55, notamos que, por efeitos de saturação, nenhuma estrela gigante pôde ser representada para os grupos 2, 3 e 4 e os turnoffs de todos os grupos de idades inferiores a do grupo 5 mostram-se pouco brilhantes, o que significa que não foram amostrados pelas isócronas. Em [Piatti, Clariá & Bica 1998], cujos autores produziram isócronas empíricas cobrindo intervalos de idades que compreendem os nossos, notamos que as isócronas de idades inferiores a 600 Manos possuem turnoffs sistematicamente mais brilhantes que os nossos em  $M_V$  (Figura 2 de [Piatti, Clariá & Bica 1998]). Por outro lado, a isócrona produzida pelo grupo 8 é praticamente representada apenas pelo aglomerado M67 e não foi possível amostrar os ramos de subgigantes do Grupo 7, mostrando que o conjunto de isócronas aqui produzidos sofre de grandes incompleteness, o que torna necessária a adição de mais objetos, ou a utilização conjuntos de dados nas mesmas bandas cobrindo as fontes mais brilhantes. Dessa forma focaremos nossa análise nos demais surveys nas regiões de interesse.

### 6.8.1 Grupos mais jovens e pré-sequência principal

Os CMDs dos dois grupos de idades mais jovens (grupos 1 e 2) apresentam estrelas de baixa massa que ainda não se encontram na sequência principal. A característica da pré-sequência principal é mais evidente no grupo 1, já que é constituído por objetos da ordem de 30 Manos. Percebemos que os modelos se encontram em bom acordo com os CMDs compostos, sendo que as pequenas diferenças apresentadas entre as isócronas empíricas e teóricas, então dentro das incertezas estabelecidas pelas incertezas de idade e metalicidade do grupo para os CMDs compostos do *Gaia* e 2MASS (Figura 88). Como a fotometria do 2MASS é mais ruidosa que a do *Gaia* e por se tratar do grupo mais pobre em número de membros, notamos que nossa sequência empírica do infravermelho tende a ser mais ruidosa que as demais.

As isócronas empíricas do grupo 2 (Figura 89) também apresentam uma boa consistência com os modelos, sendo que os modelos tendem a apresentar estrelas de baixa massa um pouco mais quentes do que o observado no intervalo  $10 < M_G < 13$ , diferença não explicada pelos espalhamentos de idade e metalicidade dentro do CMD composto. Porém

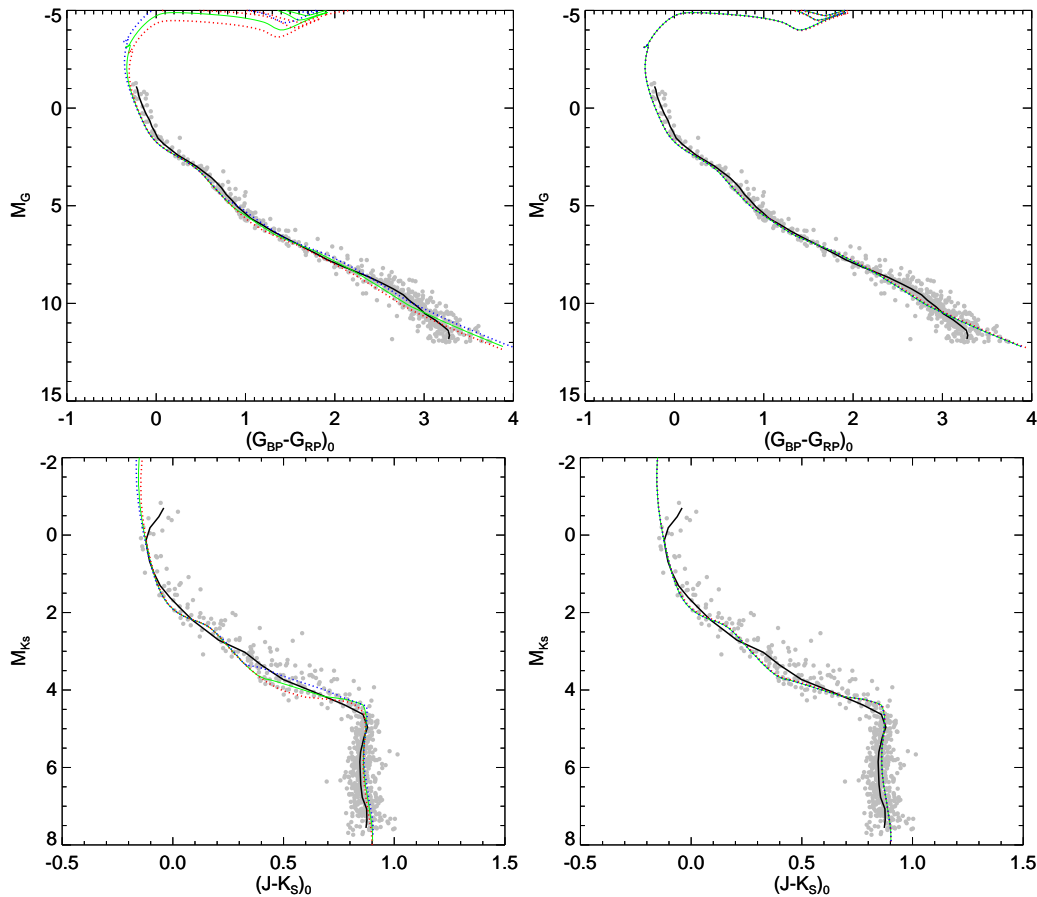


Figura 88 – CMDs compostos do grupo 1 de idades para o *Gaia* (painéis superiores) e 2MASS (painéis inferiores), onde as estrelas são representadas por pontos cinzas. A isócrona empírica é representada por uma linha sólida preta, enquanto isócronas teóricas dos modelos de PARSEC com mesma idade e metalicidade é representada pela linha sólida verde. As linhas pontilhadas azuis e vermelhas representam os limites inferiores e superiores de idade (painéis esquerdos) e metalicidade (painéis direitos) dos modelos, respectivamente.

a mesma discrepância não é vista no infravermelho. Porém as isócronas no infravermelho se encontram em excelente acordo até o limite observacional de nossa amostra.

### 6.8.2 Baixa sequência principal

Os grupos de idade que possuem estrelas menos massivas são os grupos 1, 2, 4 e 5, onde a magnitude absoluta  $M_G$  limite correspondem, nas isócronas de PARSEC, a massas de 0.13, 0.14, 0.14 e 0.27  $M_\odot$ , respectivamente. Todos os grupos mencionados possuem metalicidade média aproximadamente solar, sendo que os grupos 1, 2 e 4 possuem pequenas dispersões de metalicidade média e suas estrelas menos massivas representadas por estrelas dos aglomerados IC2602, Plêiades (Melotte 22) e Coma (Melotte 111), objetos de metalicidades essencialmente solares. Possíveis discrepâncias na baixa sequência principal podem estar relacionadas ao espalhamento de idades dentro dos grupos 1 e 2, como foi

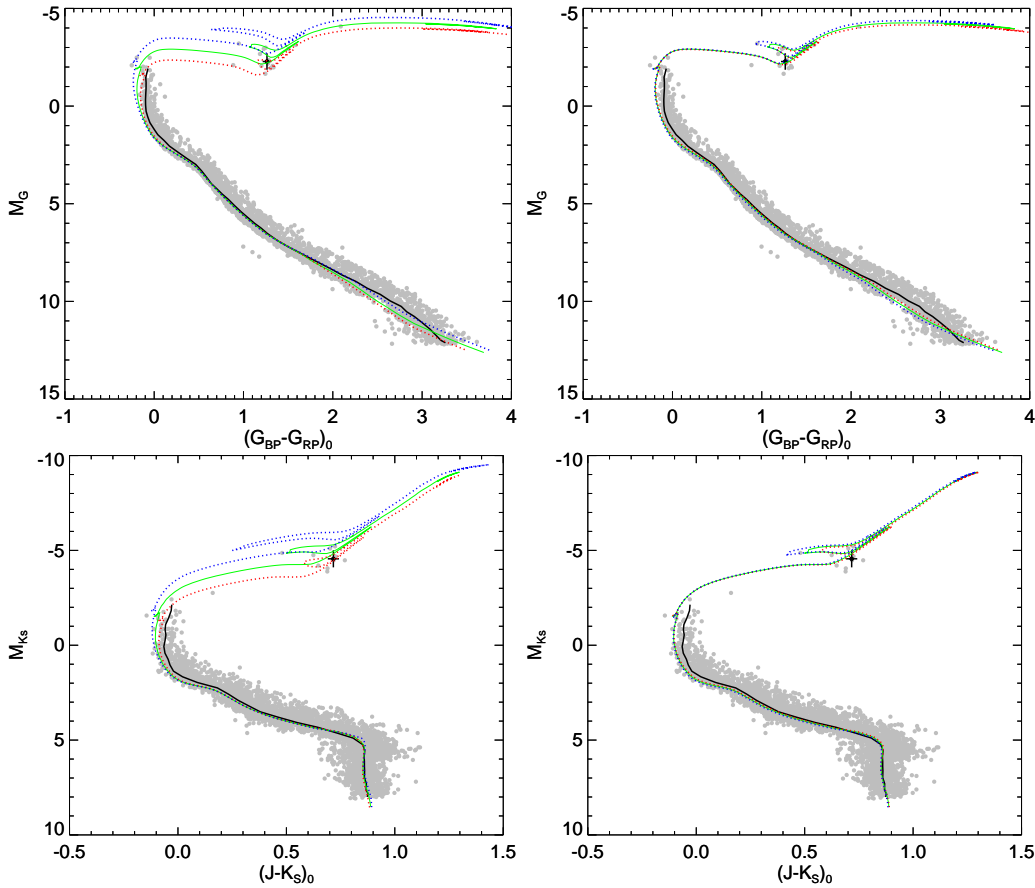


Figura 89 – CMDs compostos do grupo 2 de idades para o *Gaia* (painéis superiores) e 2MASS (painéis inferiores), onde as estrelas são representadas por pontos cinzas. A isócrona empírica é representada por uma linha sólida preta, enquanto isócronas teóricas dos modelos de PARSEC com mesma idade e metalicidade é representada pela linha sólida verde. As linhas pontilhadas azuis e vermelhas representam os limites inferiores e superiores de idade (painéis esquerdos) e metalicidade (painéis direitos) dos modelos, respectivamente.

discutido, porém espera-se que os grupos 4 e 5 já possuam as estrelas nessa faixa de idades já evoluídas. Com relação ao grupo 4, as isócronas teóricas mostram-se um pouco mais azuis do que os CMDs compostos na baixa massa ( $M_G \gtrsim 10$ ) para os dados do *Gaia* e PANSTARRs. Acreditamos que a sequência empírica no plano  $M_{K_s}$  vs  $(J - K_S)_0$  para  $M_{K_s} \gtrsim 7$ , pode não ter ficado acurada, já que nesse regime de magnitudes, o índice de cor  $(J - K_S)_0$  pode ter erros da ordem de 0.1 mag e por possuir poucas estrelas, a isócrona mostrou-se ruidosa nessa limite, conforme pode ser visto na Figura 90.

O grupo 5, dentre os 4 grupos mencionados, é aquele que apresenta maior dispersão no valor de metalicidade. As estrelas mais fracas do grupo 5 são representadas exclusivamente por estrelas do aglomerado do Presépio (NGC 2632), que é um pouco mais metálico que os demais ( $[Fe/H] = 0.16 \pm 0.08$  dex). Porém, notamos que as discrepâncias não são completamente explicadas pela dispersão de metalicidades dentro do grupo, como pode ser visto na Figura 91.

Assim como notado recentemente por outros autores ([Bouy et al. 2015], [Fritzewski et al. 2019]), quando isócronas de PARSEC são comparadas a CMDs abrangendo grandes intervalos de magnitudes, especialmente nas regiões de baixa massa, as mesmas mostram-se mais azuis do que o observado. Aqui também notamos discrepâncias similares, porém foram mais evidentes para o grupo de maior metalicidade, onde possíveis fontes de discrepâncias foram mencionadas no Capítulo 1.

### 6.8.3 Distância clump-turnoff

Especialmente nos grupos de idade com  $\log[t] \lesssim 8.8$  onde estrelas gigantes eram presentes, notamos que na parte superior da sequência principal as isócronas teóricas tendem a passar pelo envelope mais azul da sequência principal dos CMDs compostos, enquanto que, por construção, nossas isócronas tendem a passar pela posição média das regiões mais ricas do CMD. Notamos que isso é mais crítico no grupo 3 (Figura 92), onde a borda mais azul da isócrona sequer passa pelas estrelas mais azuis, enquanto que as estrelas gigantes mostram-se consistentes com o *locus* das estrelas evoluídas das isócronas. Isso pode estar associado com a dificuldade dos modelos em representar corretamente a quantidade  $\Delta(G_{BP} - G_{RP})_0$  para objetos de idade intermediária, discutida na seção 6.6.2. Percebemos que o mesmo não ocorre com grupos mais velhos, por exemplo, grupos 4, 5 e 7 (Figuras 90, 91 e 93, respectivamente). Essa discrepância com os modelos já havia sido notada em [Piatti, Clariá & Bica 1998] e também pode ser ainda observada em trabalhos recentes com objetos de idade  $\log[t] \lesssim 8.8$ , em que as isócronas teóricas, quando bem ajustadas à sequência principal, nem sequer têm suas regiões evolutivas passando pelo clump de gigantes, prevendo o *locus* do clump de gigantes sistematicamente mais vermelhos ([Piatti et al. 2011], [Holanda et al. 2022], [Martinez et al. 2020], CG2020, D2021 e B2019). Tais discrepâncias podem ser causadas por uma combinação de efeitos como: estrelas binárias não resolvidas, distribuição de massas das gigantes progenitoras das estrelas do clump (incluindo perda de massa), avermelhamento diferencial ou a presença de populações estelares do SRC simultaneamente ao RC para alguns objetos, tornando o valor médio do clump mais azul. Alternativamente, isso pode indicar que os modelos ainda possuem deficiências nas transformações de cores e temperaturas efetivas nessa faixa de idades ([Girardi 1999], [An et al. 2019], [Sandquist et al. 2020]).

### 6.8.4 CMDs compostos e isócronas empíricas

De forma geral, apesar das divergências apresentadas ao se comparar os CMDs compostos aos modelos de evolução estelar, notamos que os CMDs, especialmente nas regiões mais evoluídas, estão em bom acordo com os valores médios (e suas dispersões) de idades e metalicidades estimados para os grupos, o que implica que o método de correlação

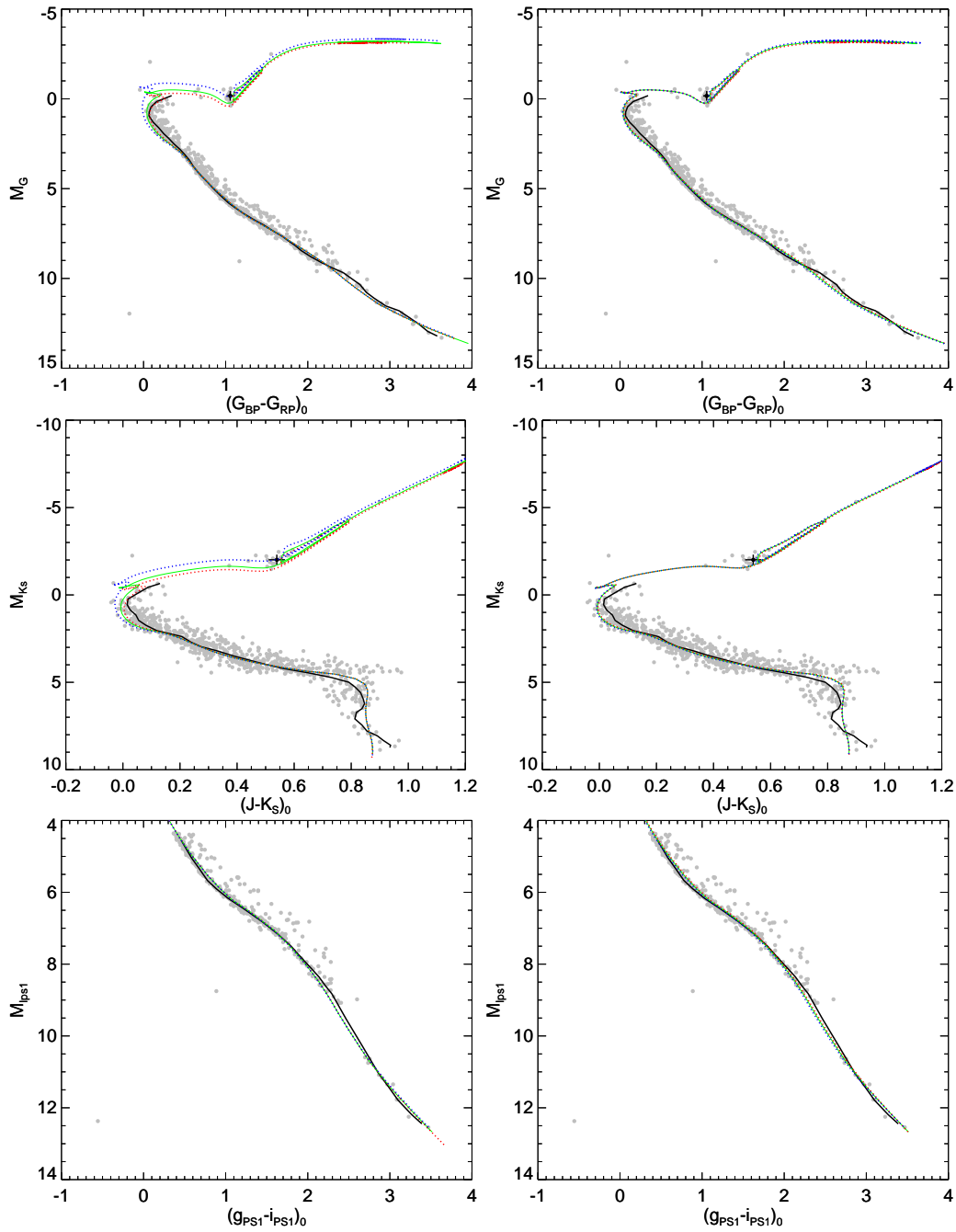


Figura 90 – CMDs compostos do grupo 4 de idades para o *Gaia* (linha superior de painéis), PANSTARRS (linha central de painéis) e 2MASS (linha inferior de painéis), onde as estrelas são representadas por pontos cinzas. A isócrona empírica é representada por uma linha sólida preta, enquanto isócronas teóricas dos modelos de PARSEC com mesma idade e metalicidade é representada pela linha sólida verde. As linhas pontilhadas azuis e vermelhas representam os limites inferiores e superiores de idade (painéis esquerdos) e metalicidade (painéis direitos) dos modelos, respectivamente.

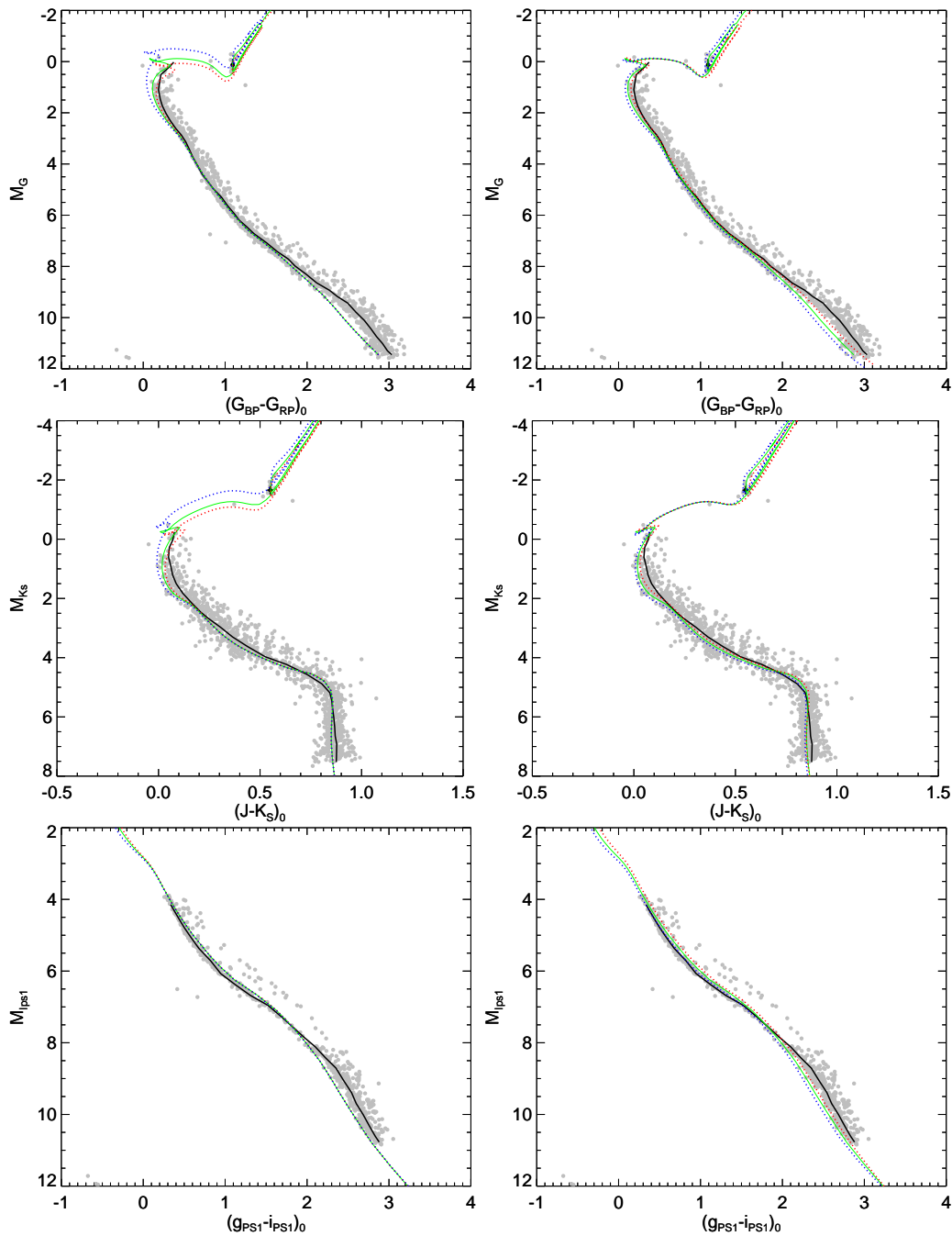


Figura 91 – CMDs compostos do grupo 5 de idades para o *Gaia* (linha superior de painéis), PANSTARRS (linha central de painéis) e 2MASS (linha inferior de painéis), onde as estrelas são representadas por pontos cinzas. A isócrona empírica é representada por uma linha sólida preta, enquanto isócronas teóricas dos modelos de PARSEC com mesma idade e metalicidade é representada pela linha sólida verde. As linhas pontilhadas azuis e vermelhas representam os limites inferiores e superiores de idade (painéis esquerdos) e metalicidade (painéis direitos) dos modelos, respectivamente.

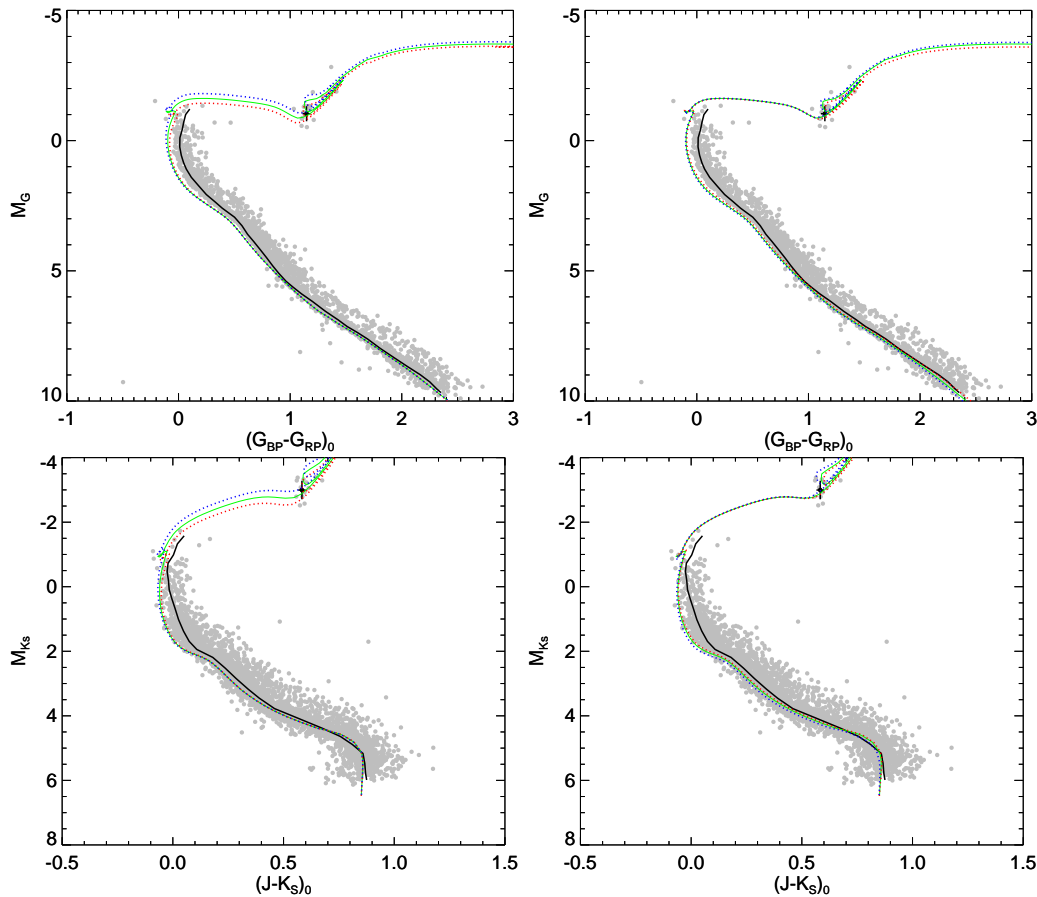


Figura 92 – CMDs compostos do grupo 3 de idades para o *Gaia* (painéis superiores) e 2MASS (painéis inferiores), onde as estrelas são representadas por pontos cinzas. A isócrona empírica é representada por uma linha sólida preta, enquanto isócronas teóricas dos modelos de PARSEC com mesma idade e metalicidade é representada pela linha sólida verde. As linhas pontilhadas azuis e vermelhas representam os limites inferiores e superiores de idade (painéis esquerdos) e metalicidade (painéis direitos) dos modelos, respectivamente.

cruzada na construção dos CMDs mostrou-se capaz de reunir populações estelares de idades parecidas de forma precisa.

As isócronas empíricas aqui produzidas podem ser utilizadas para a caracterização de aglomerados estelares, porém deve ser levado em conta possíveis limitações como, por exemplo, ao amostrar estrelas massivas de sequência principal e estrelas evoluídas pelas isócronas do grupo 1 ou amostrar regiões evolutivas no *GAP* entre o final da sequência principal e o início do ramo de gigantes, bem como para estrelas pós-AGB dos grupos 1 a 6. As isócronas devem ser ajustadas ao envelope mais denso das estrelas, onde esperamos estrelas isoladas e binárias.

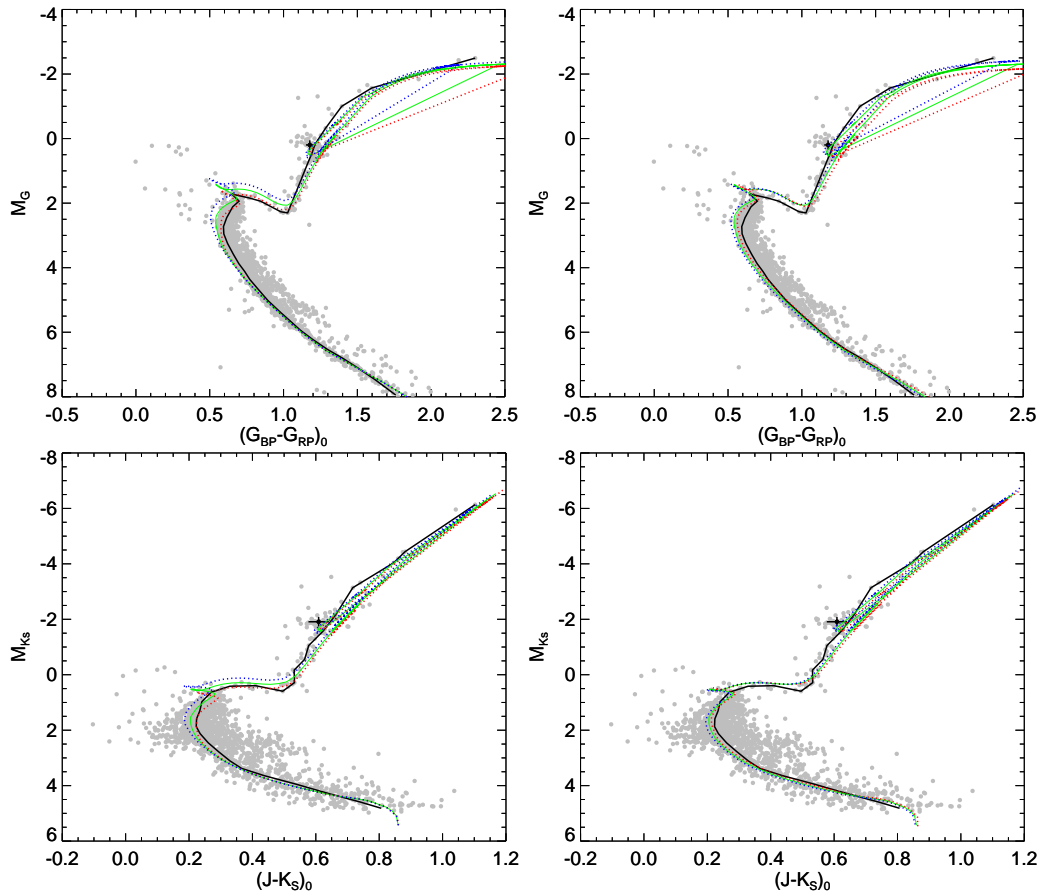


Figura 93 – CMDs compostos do grupo 7 de idades para o *Gaia* (painéis superiores) e 2MASS (painéis inferiores), onde as estrelas são representadas por pontos cinzas. A isócrona empírica é representada por uma linha sólida preta, enquanto isócronas teóricas dos modelos de PARSEC com mesma idade e metalicidade é representada pela linha sólida verde. As linhas pontilhadas azuis e vermelhas representam os limites inferiores e superiores de idade (painéis esquerdos) e metalicidade (painéis direitos) dos modelos, respectivamente.

## 6.9 Testes em aglomerados estelares

Nesta seção realizaremos testes de alguns dos resultados estabelecidos neste trabalho. Para isso, selecionamos uma pequena amostra de aglomerados, sendo uma fração de objetos conhecidos e bem estudados e outra contendo objetos recém descobertos a partir dos dados do *Gaia* DR2. Escolhemos objetos de tal maneira que, de acordo com a literatura, estejam compreendidos dentro do intervalo de idades apresentado pelas isócronas construídas no Capítulo 3. Também tomamos o cuidado de selecionar objetos mais evoluídos que apresentassem em seus CMDs, um clump de gigantes. A lista de objetos está presente na Tabela 10.

nome	ra(deg)	dec(deg)	$\log[t]$ (yr)	$\delta_{\log[t]}$ (yr)	$d$ (pc)	$\delta_d$ (pc)	E(B-V)	$\delta_{E(B-V)}$	[Fe/H]	$\delta_{[Fe/H]}$	Ref
UFMG1	236.587	-56.796	8.90	0.05	1580	160	0.75	0.03	-0.20	0.20	F2019
UFMG2	237.590	-55.964	9.15	0.05	1480	150	1.06	0.04	0.00	0.20	F2019
UFMG3	238.110	-55.418	8.00	0.10	1510	140	0.99	0.02	0.00	0.20	F2019
UFMG6	244.479	-53.518	9.00	0.20	2089	241	0.45	0.10	-	-	F2020
UFMG20	251.900	-44.534	9.05	0.10	1622	225	0.84	0.05	-	-	F2020
UFMG21	249.700	-44.755	8.50	0.15	1000	139	0.50	0.10	-	-	F2020
UFMG40	239.419	-57.276	9.00	0.05	2239	207	0.57	0.05	-	-	F2020
NGC6405	265.104	-32.240	7.89	0.05	453	3	0.20	0.01	0.14	0.04	D2021
NGC6991	313.689	47.405	9.15	0.02	558	4	0.16	0.03	-0.08	0.07	D2021
NGC2236	97.421	6.838	8.95	0.06	2418	129	0.53	0.03	-0.10	0.06	D2021
NGC2627	129.308	-29.953	9.34	0.02	1696	41	0.13	0.02	-0.17	0.06	D2021

Tabela 10 – Parâmetros astrofísicos da literatura dos aglomerados selecionados para testes dos resultados obtidos nesse trabalho.

nome	$\Delta_G$	$\delta_{\Delta_G}$	$\Delta_{(G_{BP}-G_{RP})_0}$	$\delta_{\Delta_{(G_{BP}-G_{RP})_0}}$	$\Delta_K$	$\delta_{\Delta_K}$	$\log[t]_1$	$\delta_{\log[t]_1}$	$\log[t]_2$	$\delta_{\log[t]_2}$	$\log[t]_3$
UFMG6	1.03	0.12	0.76	0.04	2.99	0.14	9.05	0.07	9.11	0.16	9.01
UFMG20	1.14	0.28	0.75	0.03	3.07	0.31	9.08	0.10	9.14	0.19	9.02
NGC2236	1.18	0.09	0.86	0.02	3.21	0.15	9.09	0.07	9.19	0.15	8.9
UFMG2	1.21	0.08	0.74	0.02	2.84	0.12	9.10	0.07	9.06	0.15	9.05
UFMG40	1.40	0.13	0.69	0.03	0.00	0.00	9.16	0.08	0.00	0.00	9.11
NGC6991	1.63	0.07	0.69	0.03	2.84	0.24	9.22	0.07	9.06	0.17	9.15
NGC2627	2.44	0.09	0.63	0.02	3.51	0.15	9.46	0.09	9.29	0.17	9.4

Tabela 11 – A Tabela apresenta os índices morfológicos de idade  $\Delta_G$ ,  $\Delta_{(G_{BP}-G_{RP})_0}$  e  $\Delta_K$  e suas incertezas calculados para os aglomerados de teste, assim como os valores de idades e suas incertezas calculados a partir dos mesmos. As idades e suas respectivas incertezas obtidas a partir da Equação 6.3 são representadas por  $\log[t]_1$  e  $\delta_{\log[t]_1}$ , aquelas obtidas a partir da Equação 6.1 são representadas por  $\log[t]_2$  e  $\delta_{\log[t]_2}$  e aquelas obtidas através da equação 6.6 são representadas por  $\log[t]_3$ . Os erros adotados para idades obtidas a partir da Eq. 6.6 foram estabelecidos pela dispersão do modelo estabelecido.

### 6.9.1 Cálculo do índice morfológico de idade

Ao inspecionar visualmente os CMDs dos aglomerados, procuramos por objetos que apresentassem um clump de gigantes, onde demarcamos visualmente as cores e magnitudes dos mesmos. Essa propriedade foi notada nos CMDs dos aglomerados UFMG2, NGC2236, UFMG6, UFMG40, UFMG20, NGC6991 e NGC2627. Assim como feito no processo de calibração, adotamos os mesmos procedimentos do Capítulo 5 para os cálculos dos índices morfológicos para os aglomerados, o que pode ser visto nos painéis da Figura 94. Os índices  $\Delta_G$  e  $\Delta_K$  determinados foram utilizados para determinar as idades a partir das equações 6.1, 6.6 e 6.3. Os valores determinados para os aglomerados podem ser vistos na Tabela 11.

É possível perceber que ambos os métodos de cálculos de idade mostram-se consistentes, onde as diferenças dos valores de idade mostram-se dentro das incertezas (Figura 95).

### 6.9.2 Cálculo do índice morfológico de idade: comparação com a literatura

Fica evidente que, por possuir uma fotometria mais precisa, as equações de calibração de idades obtidas a partir dos dados do *Gaia* originam incertezas menores nos

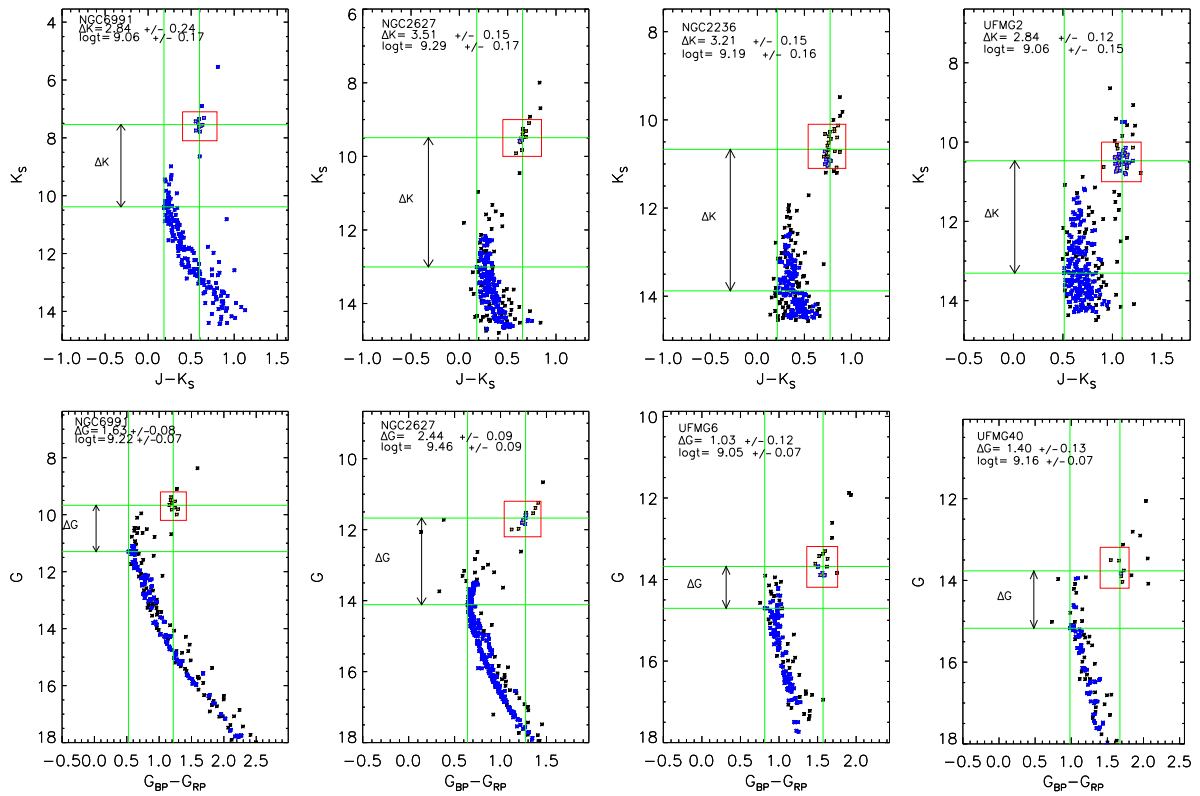


Figura 94 – Exemplos dos cálculos de índices morfológicos  $\Delta K$  (painéis superiores) e  $\Delta G$  (painéis inferiores) para os aglomerados de testes e suas respectivas idades calculadas a partir das equações 6.1 e 6.3, obtidas neste capítulo.

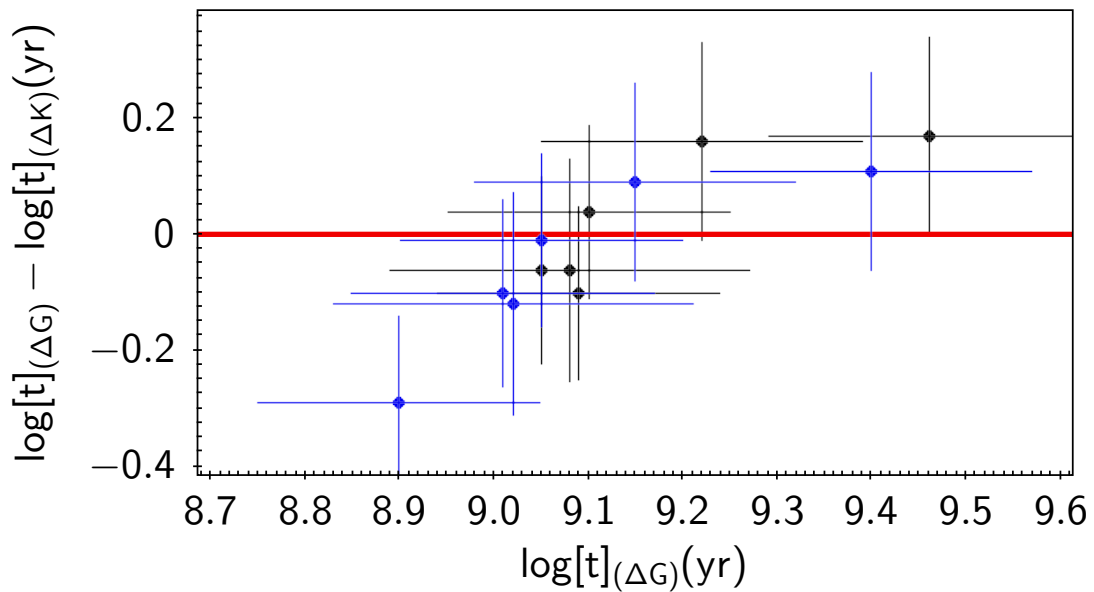


Figura 95 – Resíduos e comparação de idades obtidas a partir dos valores de  $\Delta G$  e  $\Delta K$ , onde os valores de idades calculados a partir da equação 6.3 são representados pelos pontos pretos e pela equação 6.6 pontos azuis.

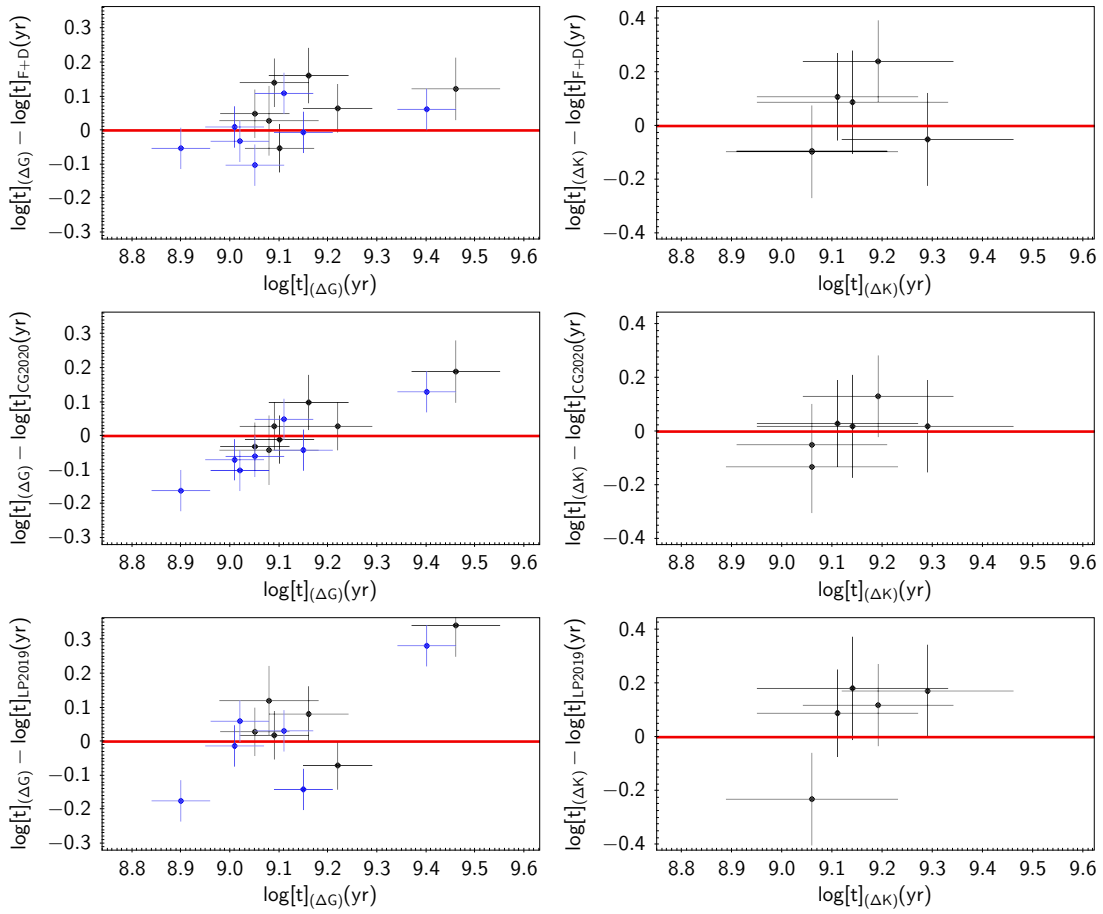


Figura 96 – Comparação de idades obtidas com a literatura. Painéis da esquerda: valores de idades calculados a partir da equação 6.3 (pontos pretos) e 6.6 (pontos azuis). Painéis da direita: valores de idades calculados a partir da calibração do índice  $\Delta K$ .

valores estabelecidos para a idade do que aqueles providos pela fotometria do 2MASS, como pode ser visto nos resíduos apresentados na Figura 96, onde comparamos nossas idades com aquelas derivadas em LP2019, CG2020, D2021 e F2020. Ambas calibrações de idade mostram-se acuradas, porém os resíduos apresentados pela calibração de idades a partir dos dados da *Gaia* apresenta dispersões menores que as do 2MASS.

As incertezas obtidas nos valores de idade a partir de nossas relações com os dados do *Gaia* (Equações 6.3 e 6.6) mostram-se menores que aquelas presentes em trabalhos anteriores a partir dos parâmetros morfológicos dos CMDs ( $\delta V$  em [Salaris, Weiss & Percival 2004],  $\Delta V$  em [Carraro & Chiosi 1994] e  $\Delta K$  em [Beletsky, Carraro & Ivanov 2009]). Isso implica que obtivemos, com este estudo, ferramentas precisas ( $\delta \log[t] \sim 0.1$ ) para a determinação de idades de objetos velhos e de idade intermediária a partir de parâmetros morfológicos dos CMDs. Nossos resultados ficaram em excelente acordo com as determinações da literatura, com resíduo dentro de  $\sim 0.1$  dex para a maior parte das determinações, principalmente aqueles obtidos pela equação 6.6 com as determinações de idades de D2021 e F2020.

Nome	d(pc)	$\sigma_d$ (pc)	$(m - M)_0$	$\sigma_{(m-M)}$	E(B-V)	$\sigma_{E(B-V)}$	Isoc(Grupo)
UFMG1	1795.0	99.0	11.27	0.12	0.75	0.05	4
UFMG2	1803.0	91.0	11.28	0.11	1.05	0.07	6
UFMG3	1549.0	107.0	10.95	0.15	0.85	0.04	2
UFMG6	2594.0	191.0	12.07	0.16	0.42	0.05	6
UFMG20	1862.0	120.0	11.35	0.14	0.85	0.06	6
UFMG21	1202.0	72.0	10.4	0.13	0.56	0.04	2
UFMG40	2355.0	206.0	11.86	0.19	0.52	0.05	6
NGC6405	470.0	11.0	8.36	0.05	0.19	0.03	1
NGC6991	570.0	18.0	8.78	0.07	0.15	0.04	6
NGC2236	2355.0	87.0	11.86	0.08	0.43	0.04	6
NGC2627	1800.0	58.0	11.28	0.07	0.06	0.02	7

Tabela 12 – Parâmetros astrofísicos distância e excesso de cor obtidos para os aglomerados a partir de ajustes de isócronas empíricas.

### 6.9.3 Ajuste de isócronas empíricas

Realizamos ajustes de isócronas nos CMDs dos aglomerados presentes na Tabela 10. Os ajustes foram feitos visualmente e as incertezas de excesso de cor e módulo de distância estabelecidas a partir de pequenas variações dos parâmetros ajustados, de maneira a estabelecer a tolerância máxima dos mesmos. Os objetos escolhidos tinham, de acordo com a literatura, idades principalmente superiores a 1 bilhão de anos, e, por existir um intervalo de idades considerável de idades compreendido entre os grupos 6 e 7 ( $9.0 < \log[t] < 9.3$ ), os objetos dessa faixa de idade tiveram as regiões evolutivas mais bem ajustadas à isócrona do grupo 6. Alguns exemplos de ajustes de isócronas podem ser vistos na Figura 97 e os parâmetros obtidos a partir dos ajustes estão presentes na Tabela 12. Podemos perceber na Figura, que os objetos NGC6405 e NGC2627, próximos e populosos, possuem suas regiões evolutivas bem representadas pelas isócronas. Porém, para objetos recém descobertos, tipicamente pobres e muito avermelhados como UFMG21 e UFMG40, notamos que as dificuldades de se ajustar as isócronas persistem. Por exemplo, a falta de estrelas gigantes no aglomerado UFMG21, torna possível o ajuste de isócronas cobrindo uma grande variedade de idades, ajustando-se porções não evoluídas da sequência principal, já que as isócronas produzidas representam principalmente as estrelas de fase de queima de Hélio no ramo de gigantes, mas não representam o ramo de subgigantes no *GAP* ou estrelas pós-AGB.

Uma comparação dos valores de excesso de cor e distância obtidos pode ser vista na Figura 98. É possível perceber que as diferenças apresentadas, em sua grande maioria, se encontram dentro dos erros. Os resíduos obtidos estão razoáveis e discrepâncias podem surgir principalmente devido ao fato de que nossas isócronas não cobrem todos os intervalos de idades; as isócronas que foram ajustadas com idades similares às da literatura, tiveram pequenas discrepâncias nos valores obtidos de distância e excesso de cor.

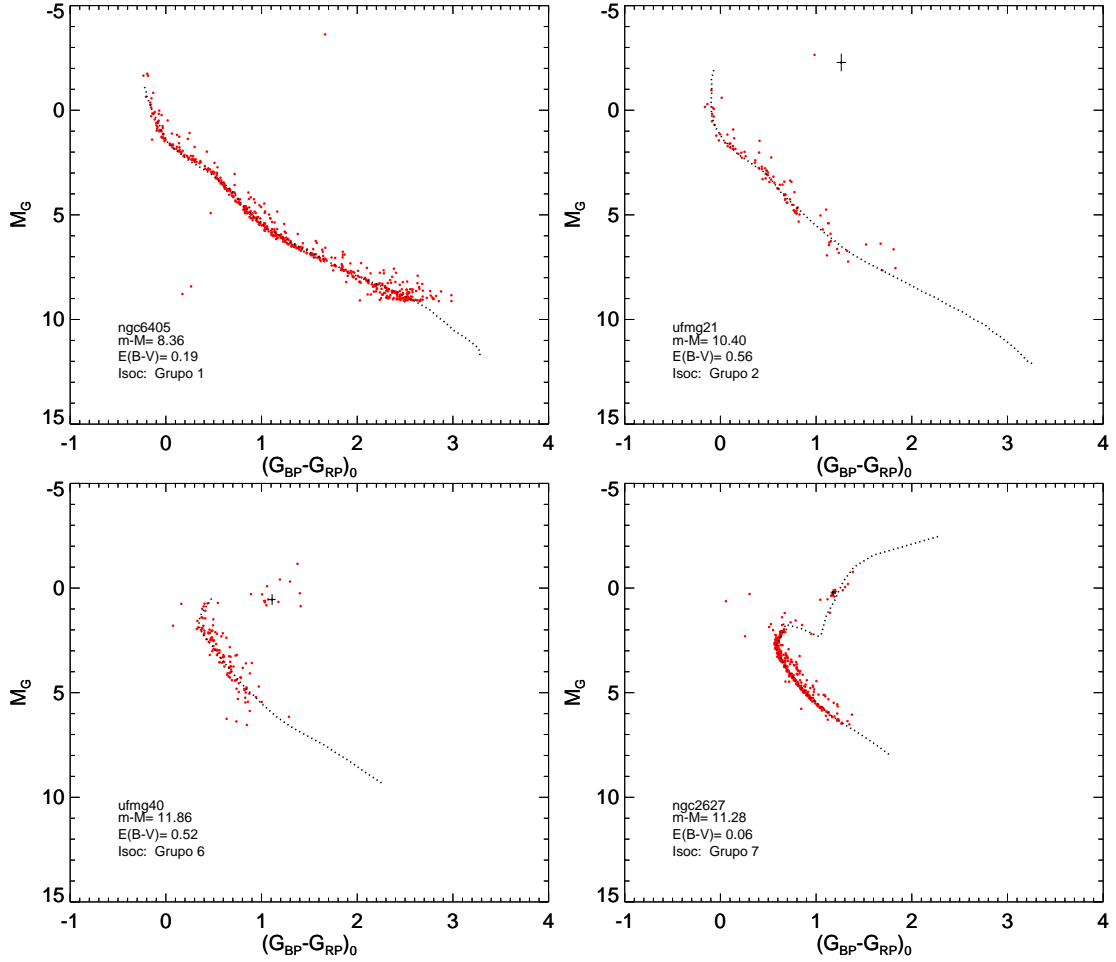


Figura 97 – Ajustes de isócronas empíricas em CMDs dos aglomerados estelares: NGC6405 (painel superior esquerdo), UFMG21 (painel superior direito), UFMG40 (painel inferior esquerdo) e NGC2627 (painel inferior direito).

#### 6.9.4 Magnitudes integradas

A partir dos valores de magnitudes integradas calculados no Capítulo 5, construímos índices de cor  $I(J - K)_0$  tomando a diferença das magnitudes integradas  $I(M_J) - I(M_K)$  e  $I(G_{BP} - G_{RP})_0$  pela diferença  $I(M_{BP}) - I(M_{RP})$  e realizamos comparações com os índices apresentados pelos grupos de idades estabelecidos no capítulo 3.

A Figura 99 mostra a relação entre cores integradas e idade e a magnitude integrada e número de membros. Fica evidente que, para a maioria dos aglomerados, as cores integradas apresentam uma relação logarítmica (Eq. 6.7) com a idade. Porém alguns objetos apresentam grandes discrepâncias, causadas principalmente pela presença ou ausência de estrelas muito luminosas, o que é previsto pelos modelos devido a efeitos estocásticos ([Santos João F. C. & Frogel 1997], [Pandey et al. 2010]). Notamos que aglomerados e grupos de idade mais jovens ( $\log[t] < 8.5$ ) tendem a apresentar dispersões maiores das cores integradas do que objetos e grupos de idade mais velhos de nossa amostra. Na mesma figura também contabilizamos o número de membros com magnitude

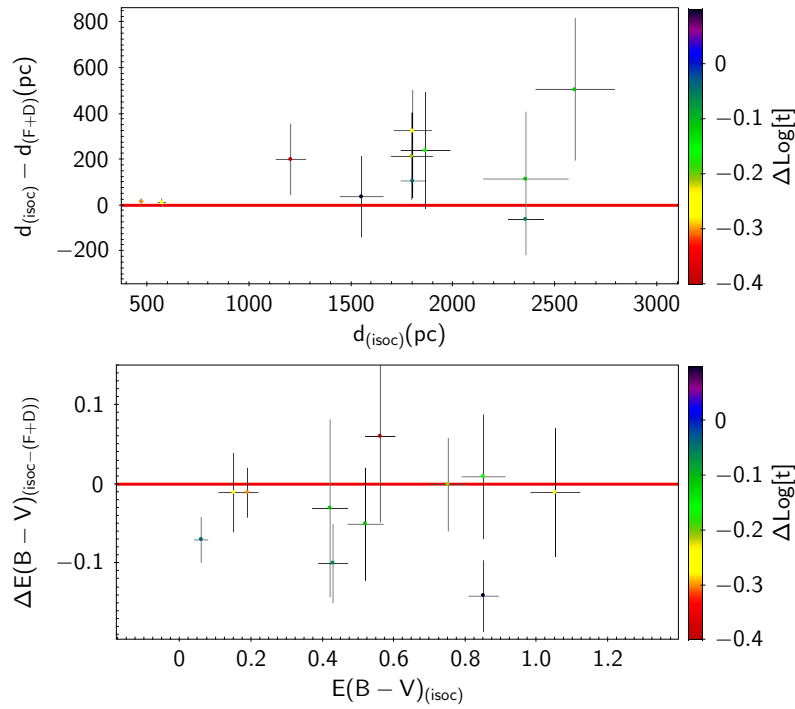


Figura 98 – Comparação dos valores de distância (painéis superiores) e excesso de cor (painéis inferiores) obtidos em ajustes de isócronas empíricas com a literatura (F2021 e D2021). A barra lateral indica a diferença de idades da isócrona ajustada com o valor respectivo da literatura.

absoluta  $M_G < 5$ , ou seja, um limite observacional alcançado para a grande maioria dos aglomerados; dessa forma, essa quantidade será proporcional à massa dos aglomerados. Como esperado, a luminosidade dos aglomerados é proporcional à massa e depende da idade, os grupos mais populosos foram aqueles que possuem menor magnitude absoluta, juntamente dos aglomerados mais populosos.

$$\text{Log}(t)[yr] = 7.76(\pm 0.07) + 1.59(\pm 0.09) \times I(G_{BP} - G_{RP})_0 \quad (6.7)$$

A Figura 100 mostra a relação entre cores integradas (diagrama cor-cor) e idade. É possível perceber que, pelos efeitos mencionados anteriormente, os grupos de idade, especialmente os mais jovens apresentam grandes flutuações de cores integradas (painel esquerdo da figura), porém, ao se analisar apenas as estrelas de sequência principal (painel direito da figura), notamos que as cores integradas tendem a apresentar menores variações. Sem a influência das estrelas gigantes, as estrelas mais luminosas da sequência principal serão os objetos que terão mais influência nos valores integrados de cor, ou seja, mostrarão um reflexo da diferença de cor dos turnoffs dos grupos de idades. Fica evidente a evolução das cores integradas da sequência principal com a idade, o que é mais um indício que os objetos agrupados no Capítulo 3, em média, apresentam características morfológicas similares.

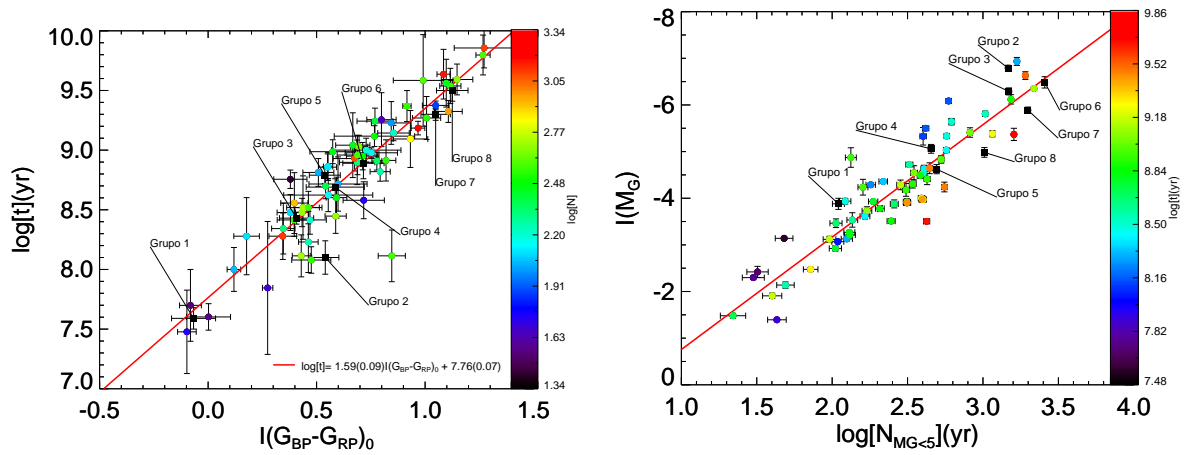


Figura 99 – Esquerda: Idade em função da cor integrada  $I(G_{BP} - G_{RP})_0$  para o conjunto de aglomerados de nossa amostra. A linha vermelha está associada a um ajuste linear das duas quantidades e a barra lateral ao logaritmo do número de membros com magnitude  $M_G < 5$ . Direita: Magnitude integrada  $I(M_G)$  em função do logaritmo do número de membros com magnitude  $M_G < 5$ . A linha vermelha está associada a um ajuste linear das duas quantidades e a barra lateral ao logaritmo da idade.

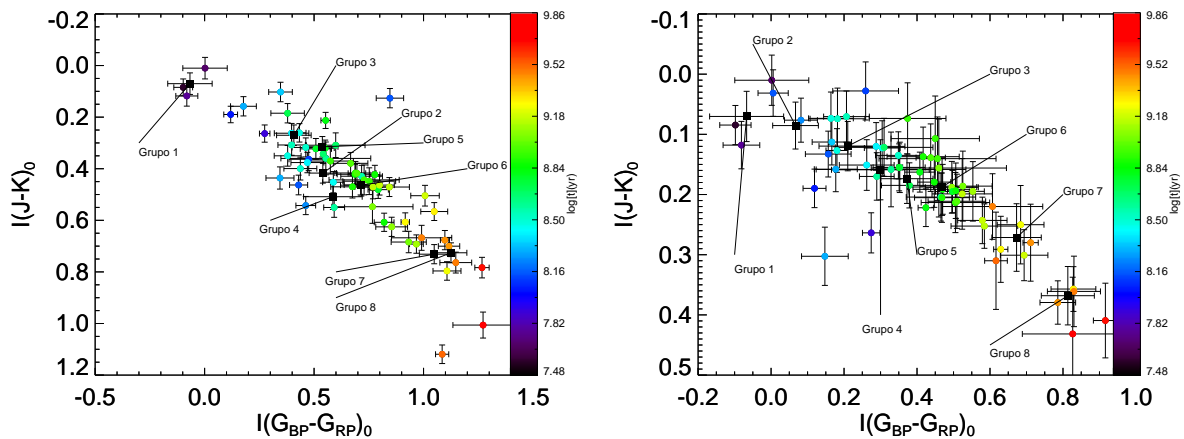


Figura 100 – Esquerda: diagrama cor-cor a partir das cores integradas  $I(J-K)_0$  e  $I(G_{BP} - G_{RP})_0$  para os aglomerados e para o grupo de idades. Direita: o mesmo diagrama, porém as cores integradas foram calculadas a partir apenas de estrelas de sequência principal.

## 7 Conclusões e perspectivas

### 7.1 Conclusões

- Neste trabalho fomos capazes de produzir uma metodologia uniforme para a caracterização de aglomerados abertos de estrelas a partir de dados precisos de astrometria e fotometria do *Gaia* DR2. Os objetos estão compreendidos num intervalo de distâncias ( $80pc \lesssim d \lesssim 3kpc$ ), idades ( $7.5 \lesssim \log[t] \lesssim 9.8$ ), excessos de cor ( $0.0 \lesssim E(B-V) \lesssim 0.8$ ) e número de membros ( $60 \lesssim N \lesssim 2000$ ), o que impõe uma grande variedade de cenários diferentes no que diz respeito ao contraste desses objetos sobre as populações estelares de campo. A partir das listas precisas de membros obtidas, fomos capazes de reconhecer as diferentes regiões evolutivas e construir CMDs sem grande contaminação de campo.
- Foi estabelecida uma metodologia de correlação cruzada de matrizes para avaliar a similaridade dos CMDs individuais construídos a partir de dados fotométricos do *Gaia* DR2, tornando possível a construção de CMDs compostos com pequenos espalhamentos de idade. A partir dos CMDs compostos, determinamos isócronas empíricas, que refletem um panorama empírico da evolução estelar no intervalo de idades de  $7.5 < \log[t] < 9.5$ . Como foi visto, os modelos de isócronas de PARSEC, amplamente utilizados na literatura, possuem dificuldades em prever a evolução estelar em grandes intervalos de magnitude, possuindo desvios sistemáticos na baixa sequência principal e exibindo uma distância turnoff-clump maior do que a observada para  $\log[t] \lesssim 8.8$ . Dessa forma, as isócronas aqui produzidas podem ser utilizadas como uma alternativa para a caracterização de aglomerados estelares ou mesmo para se estabelecer vínculos para modelos de evolução estelar.
- Estudamos a evolução das cores e magnitudes médias do clump de gigantes em função da idade, onde os valores médios de magnitude  $M_K$  e  $M_G$  do clump calculados para a amostra de objetos mais velhos que  $\log[t] = 9.2$  estão em bom acordo com a literatura. Os modelos tendem a representar bem os valores de  $M_G$ , porém prevêm clumps sistematicamente mais brilhantes para  $M_K$ . Para objetos de  $\log[t] \lesssim 8.8$ , tanto para o infravermelho quanto para o visível, os modelos apresentam clumps mais vermelhos que o observado (provavelmente um efeito de estrelas binárias não resolvidas), porém para valores de idade superiores, existe um ótimo acordo dos modelos com as observações.
- As comparações das diferenças em cor e magnitude entre o clump de gigantes e o turnoff dos CMDs, mostraram que, para os dados do *Gaia*, os modelos tendem

a prever de forma satisfatória o índice  $\Delta G$  para todo o intervalo de idades aqui explorado. Porém para idades  $\log[t] \lesssim 8.8$ , os modelos tendem a apresentar o índice  $\Delta(G_{BP} - G_{RP})_0$  sistematicamente maior que o observado (provavelmente um efeito de estrelas binárias não resolvidas), o que também foi verificado ao comparar os CMDs compostos aos modelos e em diversos ajustes de isócronas na literatura. De acordo com nossos dados os modelos também falham em prever o índice  $\Delta(G_{BP} - G_{RP})_0$  para objetos de  $\log[t] \gtrsim 9.6$ , o que indica que para esses dois intervalos de idades os modelos não correspondem às observações, o que pode ser causado por uma combinação de efeitos como estrelas binárias não resolvidas, distribuição de massas das gigantes progenitoras das estrelas do clump, avermelhamento diferencial ou a presença de populações estelares do SRC simultaneamente ao RC para alguns objetos, tornando o valor médio do clump mais azul ou deficiências nas transformações de cores dos modelos.

- Magnitudes integradas e cores integradas também foram obtidas. Foi possível mostrar que as cores integradas das sequências principais dos CMDs compostos e de aglomerados individuais evoluem no diagrama cor-cor, tornando-se mais vermelhas com a idade. Isso mostra que o método de correlação cruzada foi capaz de agrupar populações estelares de idades similares. A partir das cores integradas do *Gaia*, foi possível estabelecer uma relação logarítmica das cores integradas  $I(G_{BP} - G_{RP})_0$  com a idade de aglomerados estelares, que pode ser utilizada para a determinação de idades de populações estelares onde não é possível se resolver individualmente as estrelas.
- Reestabelecemos calibrações de idade no infravermelho a partir do índice  $\Delta K$  e estabelecemos de forma inédita a calibração para os dados do *Gaia* a partir do índice  $\Delta G$ . Também estabelecemos um modelo mais completo de calibração que leva em conta a distância em cor entre o turnoff e a cor média do clump de gigantes, que quebra a ambiguidade dos valores de  $\Delta G$  para objetos de  $\log[t] \lesssim 8.8$  a partir da relação da idade com o índice  $\Delta(G_{BP} - G_{RP})_0$ . Os testes dos índices aplicados a um conjunto de aglomerados abertos mostraram pequenas diferenças de idade com relação à literatura ( $\delta \log[t] \sim 0.1$ ), principalmente a partir da calibração de idades produzida a partir dos dados do *Gaia*.
- Este trabalho também apresenta como subproduto um conjunto de metodologias capazes de classificar morfologicamente aglomerados estelares apenas por propriedades de seus CMDs. Por exemplo, os indicadores morfológicos  $\Delta G$  e  $\Delta(G_{BP} - G_{RP})_0$ , cores integradas e os mapas de correlação estabeleceram um parentesco maior do aglomerado NGC 2354 com objetos de  $\log[t] \sim 9$  do que com objetos de  $\log[t] \sim 8$  (idade que foi atribuída erroneamente).

- Também estabelecemos uma metodologia na busca de novos aglomerados estelares baseada em sobredensidades no espaço astrométrico. A metodologia mostrou-se mais efetiva do que diversos métodos baseados em inteligência artificial, especialmente em campos estelares mais densos, onde diversos objetos foram encontrados exclusivamente por nossa metodologia. O catálogo UFMG conta com um total de 96 objetos recém-descobertos, sendo que 62 foram encontrados exclusivamente por nosso grupo, já outros 34 foram descobertas simultâneas com outros grupos de pesquisa. Os novos objetos encontram-se no disco Galáctico ( $-200 < z < 200pc$ ) e de forma geral exibem distâncias Galactocêntricas menores que as do Sol. Possuem idades dentro do intervalo de  $6.9 < \log(t) < 9.55$ , estão compreendidos no intervalo de distância heliocêntrica de  $910 < d < 6300 pc$ , possuem excessos de cor dentro do intervalo  $0.15 < E(B - V) < 2.32$ , número de membros compreendidos entre 10 e 600. Os novos objetos exibem estruturas menos concentradas do que a média dos aglomerados de nossa Galáxia. Assim, um dos resultados principais desse trabalho foi a contribuição para o censo de aglomerados estelares, especialmente na direção do Bojo Galáctico. Isso é crucial para o entendimento de nossa Galáxia, já que os aglomerados estelares são peças fundamentais para o entendimento da Galáxia em termos da estrutura, evolução química e dinâmica.

## 7.2 Perspectivas

- Pretendemos investigar mais a fundo o método de correlação cruzada aplicada a CMDs a fim de produzir uma ferramenta de caracterização de aglomerados estelares. A construção de uma biblioteca a partir de CMDs de aglomerados com parâmetros astrofísicos bem determinados pode ser usada como comparação, onde a idade atribuída a um dado CMD estará relacionada ao CMD de maior correlação e valores de módulo de distância e excesso de cor seriam extraídos do ajuste de sequência principal feito na superposição.
- Publicação dos resultados obtidos a partir da calibração de idades produzida a partir dos índices morfológicos do *Gaia*  $\Delta G$  e  $\Delta(G_{BP} - G_{RP})_0$ , onde a maior parte das calibrações é feita apenas para objetos tipicamente mais velhos que  $\sim 1$  bilhão de anos.
- Nosso método de busca de novos aglomerados de estrelas mostrou-se efetivo, principalmente em campos mais densos. Pretendemos realizar novas investigações utilizando os dados mais precisos do *Gaia* DR3.
- A partir de nosso trabalho de busca de aglomerados estelares, reunimos uma grande quantidade de catálogos. Ficou evidente que grande parte dos autores têm reportado

como descobertas, objetos já existentes na literatura, havendo uma grande correspondência de mesmas descobertas por diferentes autores. Uma de nossas perspectivas será a produção cuidadosa de um catálogo unificado, removendo as ambiguidades, a fim de produzir um censo preciso do número de objetos conhecidos e uma base comparativa robusta que deve ser atualizada com o tempo, a fim de auxiliar os autores de futuras descobertas.

### 7.3 Agradecimentos (dados)

Este trabalho utilizou de dados do Two Micron All Sky Survey, que é um projeto conjunto da University of Massachusetts e do Infrared Processing and Analysis Center/ California Institute of Technology, financiado pela National Aeronautics and Space Administration e pelo National Science Fundação.

Este trabalho utilizou dados da missão Gaia da Agência Espacial Europeia (ESA) (<https://www.cosmos.esa.int/gaia>), processados pelo Consórcio de Análise e Processamento de Dados Gaia (DPAC, <https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/dpac/consortium>). O financiamento do DPAC tem sido fornecido por instituições nacionais, em particular as instituições participantes do Acordo Multilateral de Gaia.

Este trabalho utilizou de dados do AAVSO Photometric All-Sky Survey (APASS), financiado pelo Robert Martin Ayers Sciences Fund e NSF AST-1412587. Este trabalho utiliza de dados do Panoramic Survey Telescope and Rapid Response System (PAN-STARRS).

O Pan-STARRS1 (PS1) e o arquivo científico público PS1 foram possíveis por meio de contribuições do Instituto de Astronomia, da Universidade do Havaí, do Escritório do Projeto Pan-STARRS, da Sociedade Max-Planck e de seus institutos participantes, o Max Planck Institute for Astronomy, Heidelberg e o Max Planck Institute for Extraterrestrial Physics, Garching, The Johns Hopkins University, Durham University, University of Edinburgh, Queen's University Belfast, Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics, Las Cumbres Observatory Global Telescope Network Incorporated, a National Central University of Taiwan, o Space Telescope Science Institute, a National Aeronautics and Space Administration sob o Grant No. NNX08AR22G emitido através da Divisão de Ciência Planetária do NASA Science Mission Directorate, o National Science Foundation Grant No. AST-1238877, a Universidade de Maryland, a Universidade Eotvos Lorand (ELTE), o Laboratório Nacional de Los Alamos, e a Fundação Gordon e Betty Moore.

## Referências Bibliográficas

- [An et al. 2019]An, D. et al. Comparison of the Asteroseismic Mass Scale of Red Clump Giants with Photometric Mass Estimates. *ApJ*, v. 879, n. 2, p. 81, jul. 2019. Citado na página 149.
- [Angelo et al. 2019]Angelo, M. S. et al. Investigating dynamical properties of evolved Galactic open clusters. *A&A*, v. 624, p. A8, abr. 2019. Citado 3 vezes nas páginas 108, 110, and 221.
- [Antoja et al. 2018]Antoja, T. et al. A dynamically young and perturbed Milky Way disk. *Nature*, v. 561, n. 7723, p. 360–362, set. 2018. Citado na página 19.
- [Arenou et al. 2018]Arenou, F. et al. Gaia Data Release 2. Catalogue validation. *A&A*, v. 616, p. A17, ago. 2018. Citado 3 vezes nas páginas 45, 49, and 99.
- [Baraffe et al. 1998]Baraffe, I. et al. Evolutionary models for solar metallicity low-mass stars: mass-magnitude relationships and color-magnitude diagrams. *A&A*, v. 337, p. 403–412, set. 1998. Citado na página 32.
- [Baraffe et al. 2015]Baraffe, I. et al. New evolutionary models for pre-main sequence and main sequence low-mass stars down to the hydrogen-burning limit. *A&A*, v. 577, p. A42, maio 2015. Citado na página 32.
- [Bastian, U. 2019]Bastian, U. Gaia 8: Discovery of a star cluster containing ae. *A&A*, v. 630, p. L8, 2019. Disponível em: <<https://doi.org/10.1051/0004-6361/201936595>>. Citado na página 103.
- [Battinelli, Brandimarti & Capuzzo-Dolcetta 1994]Battinelli, P.; Brandimarti, A.; Capuzzo-Dolcetta, R. Integrated photometric properties of open clusters. *A&AS*, v. 104, p. 379–390, maio 1994. Citado na página 129.
- [Beletsky, Carraro & Ivanov 2009]Beletsky, Y.; Carraro, G.; Ivanov, V. D. Model-independent diagnostics of highly reddened Milky Way star clusters: age calibration. *A&A*, v. 508, n. 3, p. 1279–1283, dez. 2009. Citado 10 vezes nas páginas 27, 30, 31, 118, 138, 139, 140, 141, 142, and 156.
- [Bergbusch & Stetson 2009]BERGBUSCH, P. A.; STETSON, P. B. A new color–magnitude diagram for 47 tucanae: A statistical analysis\*. *The Astronomical Journal*, The American Astronomical Society, v. 138, n. 5, p. 1455, oct 2009. Disponível em: <<https://dx.doi.org/10.1088/0004-6256/138/5/1455>>. Citado na página 28.

- [Bica et al. 2019]Bica, E. et al. A Multi-band Catalog of 10978 Star Clusters, Associations, and Candidates in the Milky Way. *AJ*, v. 157, p. 12, jan. 2019. Citado 2 vezes nas páginas 21 and 103.
- [Bilir et al. 2013]Bilir, S. et al. Luminosity-colour relations for red clump stars. *Ap&SS*, v. 344, n. 2, p. 417–427, abr. 2013. Citado 2 vezes nas páginas 27 and 30.
- [Bonatto & Bica 2010]Bonatto, C.; Bica, E. Characterization of 15 overlooked Ruprecht clusters with ages within 400Myr and 3Gyr. *MNRAS*, v. 407, n. 3, p. 1728–1738, set. 2010. Citado na página 123.
- [Bonatto & Bica 2010]Bonatto, C.; Bica, E. The wide variety of evolutionary stages among 34 unstudied Teutsch open clusters. *A&A*, v. 521, p. A74, out. 2010. Citado na página 123.
- [Bonatto, Santos Jr. & Bica 2006]Bonatto, C.; Santos JR., J. F. C.; Bica, E. Mass functions and structure of the young open cluster ngc 6611. *A&A*, v. 445, p. 567–577, jan. 2006. Citado na página 47.
- [Borissova et al. 2018]Borissova, J. et al. New Galactic star clusters discovered in the disc area of the VVVX survey. *MNRAS*, v. 481, n. 3, p. 3902–3920, dez. 2018. Citado na página 103.
- [Bossini et al. 2019]Bossini, D. et al. Age determination for 269 Gaia DR2 open clusters. *A&A*, v. 623, p. A108, mar. 2019. Citado 3 vezes nas páginas 32, 33, and 41.
- [Bouy et al. 2015]Bouy, H. et al. The Seven Sisters DANCe. I. Empirical isochrones, luminosity, and mass functions of the Pleiades cluster. *A&A*, v. 577, p. A148, maio 2015. Citado 4 vezes nas páginas 32, 33, 37, and 149.
- [Brasseur et al. 2010]Brasseur, C. M. et al. Fiducial Stellar Population Sequences for the VJK<sub>S</sub> Photometric System. *AJ*, v. 140, p. 1672–1686, dez. 2010. Citado 4 vezes nas páginas 8, 35, 36, and 69.
- [Bressan et al. 2012]Bressan, A. et al. PARSEC: stellar tracks and isochrones with the PAdova and TRieste Stellar Evolution Code. *MNRAS*, v. 427, p. 127–145, nov. 2012. Citado 2 vezes nas páginas 32 and 70.
- [Cantat-Gaudin & Anders 2020]Cantat-Gaudin, T.; Anders, F. Clusters and mirages: cataloguing stellar aggregates in the Milky Way. *A&A*, v. 633, p. A99, jan. 2020. Citado 2 vezes nas páginas 108 and 131.
- [Cantat-Gaudin et al. 2020]Cantat-Gaudin, T. et al. Painting a portrait of the Galactic disc with its stellar clusters. *A&A*, v. 640, p. A1, ago. 2020. Citado 5 vezes nas páginas 19, 21, 32, 132, and 134.

- [Cantat-Gaudin et al. 2018]Cantat-Gaudin, T. et al. A Gaia DR2 view of the open cluster population in the Milky Way. *A&A*, v. 618, p. A93, out. 2018. Citado 8 vezes nas páginas 22, 41, 51, 54, 126, 127, 128, and 129.
- [Cantat-Gaudin et al. 2019]Cantat-Gaudin, T. et al. Gaia DR2 unravels incompleteness of nearby cluster population: new open clusters in the direction of Perseus. *A&A*, v. 624, p. A126, abr. 2019. Citado 2 vezes nas páginas 22 and 103.
- [Cardelli, Clayton & Mathis 1989]Cardelli, J. A.; Clayton, G. C.; Mathis, J. S. The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction. *ApJ*, v. 345, p. 245–256, out. 1989. Citado 2 vezes nas páginas 70 and 111.
- [Carraro & Chiosi 1994]Carraro, G.; Chiosi, C. The Galactic system of old open clusters: age calibration and age-metallicity relation. *A&A*, v. 287, p. 761–768, jul. 1994. Citado 5 vezes nas páginas 30, 138, 141, 142, and 156.
- [Carraro et al. 2007]Carraro, G. et al. Old open clusters in the outer Galactic disk. *A&A*, v. 476, p. 217–227, dez. 2007. Citado na página 18.
- [Casado 2021]CASADO, J. New open clusters found by manual mining of data based on gaia dr2. *Research in Astronomy and Astrophysics*, National Astronomical Observatories, CAS and IOP Publishing Ltd., v. 21, n. 5, p. 117, jun 2021. Disponível em: <<https://dx.doi.org/10.1088/1674-4527/21/5/117>>. Citado na página 23.
- [Castro-Ginard et al. 2018]Castro-Ginard, A. et al. A new method for unveiling Open Clusters in Gaia: new nearby Open Clusters confirmed by DR2. *ArXiv e-prints*, maio 2018. Citado na página 22.
- [Castro-Ginard et al. 2018]Castro-Ginard, A. et al. A new method for unveiling open clusters in Gaia. New nearby open clusters confirmed by DR2. *A&A*, v. 618, p. A59, out. 2018. Citado na página 103.
- [Castro-Ginard et al. 2019]Castro-Ginard, A. et al. Hunting for open clusters in Gaia DR2: the Galactic anticentre. *A&A*, v. 627, p. A35, jul. 2019. Citado 2 vezes nas páginas 22 and 103.
- [Castro-Ginard et al. 2020]Castro-Ginard, A. et al. Hunting for open clusters in Gaia DR2: 582 new open clusters in the Galactic disc. *A&A*, v. 635, p. A45, mar. 2020. Citado 4 vezes nas páginas 23, 103, 112, and 131.
- [Chambers et al. 2016]Chambers, K. C. et al. The Pan-STARRS1 Surveys. *arXiv e-prints*, dez. 2016. Citado 2 vezes nas páginas 39 and 47.
- [Christensen-Dalsgaard 2015]Christensen-Dalsgaard, J. On the red-giant luminosity bump. *MNRAS*, v. 453, n. 1, p. 666–670, out. 2015. Citado na página 27.

- [Copenhagen University et al. 2006]Copenhagen University, O. et al. VizieR Online Data Catalog: Carlsberg Meridian Catalog 14 (CMC14) (CMC, 2006). *VizieR Online Data Catalog*, p. I/304, jan. 2006. Citado na página 37.
- [Dias et al. 2002]Dias, W. S. et al. New catalogue of optically visible open clusters and candidates. *A&A*, v. 389, p. 871–873, jul. 2002. Citado 6 vezes nas páginas 18, 41, 49, 57, 59, and 131.
- [Dias et al. 2021]DIAS, W. S. et al. Updated parameters of 1743 open clusters based on Gaia DR2. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 504, n. 1, p. 356–371, 04 2021. ISSN 0035-8711. Disponível em: <<https://doi.org/10.1093/mnras/stab770>>. Citado 2 vezes nas páginas 32 and 41.
- [Dürbeck 1960]Dürbeck, W. Dreifarbenphotometrie des offenen Sternhaufens NGC 2354. Mit 2 Textabbildungen. *ZAp*, v. 49, p. 214, jan. 1960. Citado 3 vezes nas páginas 128, 129, and 130.
- [Eggleton 2006]Eggleton, P. *Evolutionary Processes in Binary and Multiple Stars*. [S.l.: s.n.], 2006. Citado na página 18.
- [Evans et al. 2018]Evans, D. W. et al. Gaia Data Release 2. Photometric content and validation. *A&A*, v. 616, p. A4, ago. 2018. Citado 2 vezes nas páginas 22 and 39.
- [Faherty et al. 2012]Faherty, J. K. et al. The Brown Dwarf Kinematics Project (BDKP). III. Parallaxes for 70 Ultracool Dwarfs. *ApJ*, v. 752, n. 1, p. 56, jun. 2012. Citado na página 32.
- [Ferreira et al. 2020]FERREIRA, F. A. et al. Discovery and astrophysical properties of Galactic open clusters in dense stellar fields using Gaia DR2. *MNRAS*, v. 496, n. 2, p. 2021–2038, 06 2020. ISSN 0035-8711. Disponível em: <<https://doi.org/10.1093/mnras/staa1684>>. Citado 11 vezes nas páginas 23, 100, 103, 108, 112, 113, 114, 131, 133, 134, and 221.
- [Ferreira et al. 2021]Ferreira, F. A. et al. New star clusters discovered towards the Galactic bulge direction using Gaia DR2. *MNRAS*, v. 502, n. 1, p. L90–L94, mar. 2021. Citado 4 vezes nas páginas 23, 105, 114, and 131.
- [Ferreira et al. 2019]Ferreira, F. A. et al. Three new Galactic star clusters discovered in the field of the open cluster NGC 5999 with Gaia DR2. *MNRAS*, v. 483, p. 5508–5517, mar. 2019. Citado 8 vezes nas páginas 22, 23, 48, 49, 50, 98, 100, and 103.
- [Flewelling 2018]Flewelling, H. Pan-STARRS Data Release 2. In: *American Astronomical Society Meeting Abstracts #231*. [S.l.: s.n.], 2018. (American Astronomical Society Meeting Abstracts, v. 231), p. 436.01. Citado na página 40.

- [Friel 1995]Friel, E. D. The Old Open Clusters Of The Milky Way. *ARA&A*, v. 33, p. 381–414, 1995. Citado 2 vezes nas páginas 18 and 19.
- [Fritzewski et al. 2019]Fritzewski, D. J. et al. Spectroscopic membership for the populous 300 Myr-old open cluster NGC 3532. *A&A*, v. 622, p. A110, fev. 2019. Citado 3 vezes nas páginas 32, 37, and 149.
- [Froeblich, Scholz & Raftery 2007]Froeblich, D.; Scholz, A.; Raftery, C. L. A systematic survey for infrared star clusters with  $|b| < 20^\circ$  using 2MASS. *MNRAS*, v. 374, p.399 – 408, jan.2007. Citado na página 22.
- [Gaia Collaboration et al. 2018]Gaia Collaboration et al. Gaia Data Release 2. Observational Hertzsprung–Russell diagrams. *A&A*, v. 616, p. A10, ago. 2018. Citado 5 vezes nas páginas 26, 28, 29, 32, and 41.
- [Gaia Collaboration et al. 2018]Gaia Collaboration et al. Gaia Data Release 2. Summary of the contents and survey properties. *A&A*, v. 616, p. A1, ago. 2018. Citado 2 vezes nas páginas 22 and 39.
- [Gaia Collaboration et al. 2020]Gaia Collaboration et al. Gaia Early Data Release 3: Summary of the contents and survey properties. *arXiv e-prints*, p. arXiv:2012.01533, dez. 2020. Citado 3 vezes nas páginas 22, 40, and 221.
- [Gaia Collaboration et al. 2016]Gaia Collaboration et al. The Gaia mission. *A&A*, v. 595, p. A1, nov. 2016. Citado na página 21.
- [Gallart 1998]Gallart, C. Observational Discovery of the Asymptotic Giant Branch Bump in Densely Populated Color-Magnitude Diagrams of Galaxies and Star Clusters. *ApJ*, v. 495, n. 1, p. L43–L46, mar. 1998. Citado na página 28.
- [Garro et al. 2022]Garro, E. R. et al. Unveiling the nature of 12 new low-luminosity Galactic globular cluster candidates. *A&A*, v. 659, p. A155, mar. 2022. Citado na página 123.
- [Garro et al. 2021]Garro, E. R. et al. Physical characterization of recently discovered globular clusters in the Sagittarius dwarf spheroidal galaxy. I. Metallicities, ages, and luminosities. *A&A*, v. 654, p. A23, out. 2021. Citado na página 123.
- [Geisler et al. 1997]Geisler, D. et al. A Search for Old Star Clusters in the Large Magellanic Cloud. *AJ*, v. 114, p. 1920, nov. 1997. Citado na página 30.
- [Gentile Fusillo et al. 2021]Gentile Fusillo, N. P. et al. A catalogue of white dwarfs in Gaia EDR3. *MNRAS*, v. 508, n. 3, p. 3877–3896, dez. 2021. Citado na página 115.
- [Girardi 1999]Girardi, L. A secondary clump of red giant stars: why and where. *MNRAS*, v. 308, n. 3, p. 818–832, set. 1999. Citado na página 149.

- [Girardi 2016]Girardi, L. Red Clump Stars. *ARA&A*, v. 54, p. 95–133, set. 2016. Citado 3 vezes nas páginas 27, 30, and 135.
- [Girardi et al. 1998]Girardi, L. et al. Fine structure of the red giant clump from HIPPARCOS data, and distance determinations based on its mean magnitude. *MNRAS*, v. 301, n. 1, p. 149–160, nov. 1998. Citado na página 27.
- [Gliese & Jahreiß 1991]Gliese, W.; Jahreiß, H. *Preliminary Version of the Third Catalogue of Nearby Stars*. 1991. On: The Astronomical Data Center CD-ROM: Selected Astronomical Catalogs, Vol. I; L.E. Brotzmann, S.E. Gesser (eds.), NASA/Astronomical Data Center, Goddard Space Flight Center, Greenbelt, MD. Citado na página 24.
- [Gray 1965]Gray, D. F. Integrated colors and magnitudes of open clusters. *AJ*, v. 70, p. 362, jun. 1965. Citado na página 123.
- [Grocholski & Sarajedini 2002]Grocholski, A. J.; Sarajedini, A. WIYN Open Cluster Study. X. The K-Band Magnitude of the Red Clump as a Distance Indicator. *AJ*, v. 123, n. 3, p. 1603–1612, mar. 2002. Citado 6 vezes nas páginas 27, 30, 116, 118, 135, and 136.
- [Guo et al. 2018]Guo, J.-C. et al. New open cluster candidates discovered in the XSTPS-GAC survey. *RAA*, v. 18, n. 3, p. 032, mar. 2018. Citado na página 103.
- [Hao et al. 2020]Hao, C. et al. Sixteen Open Clusters Discovered with Sample-based Clustering Search of Gaia DR2. *PASP*, v. 132, n. 1009, p. 034502, mar. 2020. Citado na página 103.
- [Harris 1996]Harris, W. E. A Catalog of Parameters for Globular Clusters in the Milky Way. *AJ*, v. 112, p. 1487, out. 1996. Citado na página 19.
- [Hawkins et al. 2017]HAWKINS, K. et al. Red clump stars and Gaia: calibration of the standard candle using a hierarchical probabilistic model. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 471, n. 1, p. 722–729, 06 2017. ISSN 0035-8711. Disponível em: <<https://doi.org/10.1093/mnras/stx1655>>. Citado na página 136.
- [He et al. 2022]He, Z. et al. Unveiling hidden stellar aggregates in the Milky Way: 1656 new star clusters found in Gaia EDR3. *arXiv e-prints*, p. arXiv:2209.08504, set. 2022. Citado na página 23.
- [He et al. 2020]He, Z.-H. et al. A catalogue of 74 new open clusters found in Gaia Data-Release 2. *arXiv e-prints*, p. arXiv:2010.14870, out. 2020. Citado 2 vezes nas páginas 105 and 131.
- [Heiter et al. 2014]Heiter, U. et al. On the metallicity of open clusters. II. Spectroscopy. *A&A*, v. 561, p. A93, jan. 2014. Citado na página 40.

- [Henden et al. 2018]Henden, A. A. et al. APASS Data Release 10. In: *American Astronomical Society Meeting Abstracts #232*. [S.l.: s.n.], 2018. (American Astronomical Society Meeting Abstracts, v. 232), p. 223.06. Citado 2 vezes nas páginas 39 and 40.
- [Henry & Jao 2015]Henry, T. J.; Jao, W.-C. A Tour of the Solar Neighborhood: The RECONS 25 Parsec Database. In: *IAU General Assembly*. [S.l.: s.n.], 2015. v. 29, p. 2253773. Citado na página 24.
- [Høg et al. 2000]Høg, E. et al. The Tycho-2 catalogue of the 2.5 million brightest stars. *A&A*, v. 355, p. L27–L30, mar. 2000. Citado na página 37.
- [Holanda et al. 2022]HOLANDA, N. et al. A chemical analysis of seven red giants of the Galactic cluster NGC4349. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 516, n. 3, p. 4484–4496, 09 2022. ISSN 0035-8711. Disponível em: <<https://doi.org/10.1093/mnras/stac2496>>. Citado 2 vezes nas páginas 33 and 149.
- [Hoyle 1960]HOYLE, F. On the Main-Sequence Band and the Hertzsprung GAP . *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 120, n. 1, p. 22–32, 01 1960. ISSN 0035-8711. Disponível em: <<https://doi.org/10.1093/mnras/120.1.22>>. Citado na página 28.
- [Kamai et al. 2014]Kamai, B. L. et al. New BVI<sub>C</sub> Photometry of Low-mass Pleiades Stars: Exploring the Effects of Rotation on Broadband Colors. *AJ*, v. 148, n. 2, p. 30, ago. 2014. Citado na página 32.
- [Kharchenko 2001]Kharchenko, N. V. All-sky compiled catalogue of 2.5 million stars. *Kinematika i Fizika Nebesnykh Tel*, v. 17, n. 5, p. 409–423, out. 2001. Citado na página 129.
- [Kharchenko et al. 2005]Kharchenko, N. V. et al. Astrophysical parameters of Galactic open clusters. *A&A*, v. 438, n. 3, p. 1163–1173, ago. 2005. Citado na página 129.
- [Kharchenko et al. 2013]Kharchenko, N. V. et al. Global survey of star clusters in the Milky Way. II. The catalogue of basic parameters. *A&A*, v. 558, p. A53, out. 2013. Citado 3 vezes nas páginas 18, 19, and 131.
- [Kharchenko et al. 2016]Kharchenko, N. V. et al. Global survey of star clusters in the Milky Way. V. Integrated JHK<sub>S</sub> magnitudes and luminosity functions. *A&A*, v. 585, p. A101, jan. 2016. Citado na página 123.
- [King 1962]King, I. The structure of star clusters. I. an empirical density law. *AJ*, v. 67, p. 471, out. 1962. Citado na página 108.
- [Kron 1980]Kron, R. G. Photometry of a complete sample of faint galaxies. *ApJS*, v. 43, p. 305–325, jun. 1980. Citado na página 47.

- [Kronberger et al. 2006]Kronberger, M. et al. New galactic open cluster candidates from DSS and 2MASS imagery. *A&A*, v. 447, p. 921–928, mar. 2006. Citado na página 22.
- [Lada & Lada 2003]Lada, C. J.; Lada, E. A. Embedded Clusters in Molecular Clouds. *ARA&A*, v. 41, p. 57–115, 2003. Citado na página 18.
- [Lindegren et al. 2018]Lindegren, L. et al. Gaia Data Release 2. The astrometric solution. *A&A*, v. 616, p. A2, ago. 2018. Citado na página 130.
- [Liu & Pang 2019]Liu, L.; Pang, X. A Catalog of Newly Identified Star Clusters in Gaia DR2. *ApJS*, v. 245, n. 2, p. 32, dez. 2019. Citado 6 vezes nas páginas 23, 103, 105, 112, 129, and 131.
- [Loktin & Popova 2017]Loktin, A. V.; Popova, M. E. Updated version of the ‘homogeneous catalog of open cluster parameters’. *Astrophysical Bulletin*, v. 72, n. 3, p. 257–265, jul. 2017. Citado na página 129.
- [Magnier et al. 2020]MAGNIER, E. A. et al. Pan-STARRS pixel analysis: Source detection and characterization. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, American Astronomical Society, v. 251, n. 1, p. 5, oct 2020. Disponível em: <<https://doi.org/10.3847/1538-4365/abb82c>>. Citado na página 47.
- [Maia, Corradi & Santos Jr. 2010]Maia, F. F. S.; Corradi, W. J. B.; Santos JR., J. F. C. Characterization and photometric membership of the open cluster NGC1981. *MNRAS*, v. 407, p. 1875–1886, set. 2010. Citado 2 vezes nas páginas 47 and 48.
- [Maia, Piatti & Santos 2014]Maia, F. F. S.; Piatti, A. E.; Santos, J. F. C. Mass distribution and structural parameters of Small Magellanic Cloud star clusters. *MNRAS*, v. 437, n. 2, p. 2005–2016, jan. 2014. Citado na página 123.
- [Manjavacas et al. 2014]Manjavacas, E. et al. New constraints on the formation and settling of dust in the atmospheres of young M and L dwarfs. *A&A*, v. 564, p. A55, abr. 2014. Citado na página 32.
- [Marigo et al. 2017]Marigo, P. et al. A New Generation of PARSEC-COLIBRI Stellar Isochrones Including the TP-AGB Phase. *ApJ*, v. 835, p. 77, jan. 2017. Citado 2 vezes nas páginas 111 and 115.
- [Martinez et al. 2020]MARTINEZ, C. F. et al. High-resolution spectroscopy of red giants and ‘yellow stragglers’ in the southern open cluster NGC 2539. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 494, n. 1, p. 1470–1489, 03 2020. ISSN 0035-8711. Disponível em: <<https://doi.org/10.1093/mnras/staa647>>. Citado 2 vezes nas páginas 33 and 149.

- [MATLAB 2010]MATLAB. *version 7.10.0 (R2010a)*. Natick, Massachusetts: The MathWorks Inc., 2010. Citado na página 71.
- [Mermilliod 1976]Mermilliod, J. C. Comparative studies of young open clusters. I. Observational evidence for a new gap in the main sequence between spectral types B7 and B8. *A&A*, v. 53, p. 289–293, dez. 1976. Citado 2 vezes nas páginas 33 and 69.
- [Mermilliod 1981]Mermilliod, J. C. Comparative studies of young open clusters. II. A atlas of composite colour-magnitude diagrams. *A&AS*, v. 44, p. 467–500, jun. 1981. Citado 3 vezes nas páginas 33, 34, and 69.
- [Mermilliod 1981]Mermilliod, J. C. Comparative studies of young open clusters. III - Empirical isochronous curves and the zero age main sequence. *A&A*, v. 97, p. 235–244, abr. 1981. Citado 5 vezes nas páginas 8, 33, 34, 35, and 69.
- [Mermilliod 1987]Mermilliod, J. C. UBV Photoelectric Photometry Catalogue (1986): I. The Original data. *A&AS*, v. 71, p. 413, dez. 1987. Citado na página 130.
- [Miret-Roig et al. 2019]Miret-Roig, N. et al. IC 4665 DANCe. I. Members, empirical isochrones, magnitude distributions, present-day system mass function, and spatial distribution. *A&A*, v. 631, p. A57, nov. 2019. Citado 2 vezes nas páginas 32 and 37.
- [Netopil et al. 2016]Netopil, M. et al. On the metallicity of open clusters. III. Homogenised sample. *A&A*, v. 585, p. A150, jan. 2016. Citado 7 vezes nas páginas 8, 19, 40, 41, 43, 98, and 128.
- [O’Donnell 1994]O’Donnell, J. E.  $R_{nu}$ -dependent optical and near-ultraviolet extinction. *ApJ*, v. 422, p. 158–163, fev. 1994. Citado 2 vezes nas páginas 70 and 111.
- [Olivares et al. 2019]Olivares, J. et al. Ruprecht 147 DANCe. I. Members, empirical isochrone, luminosity, and mass distributions. *A&A*, v. 625, p. A115, maio 2019. Citado 3 vezes nas páginas 33, 37, and 41.
- [Onozato et al. 2019]Onozato, H. et al. The age and metallicity dependence of the near-infrared magnitudes of red clump stars. *MNRAS*, v. 486, n. 4, p. 5600–5613, jul. 2019. Citado 4 vezes nas páginas 27, 30, 135, and 136.
- [Oralhan et al. 2015]Oralhan, İ. A. et al. CCD UBV(RI)<sub>C</sub> photometry of twenty open clusters. *New A*, v. 34, p. 195–210, jan. 2015. Citado na página 30.
- [Ortiz-León et al. 2018]Ortiz-León, G. N. et al. The Goulds Belt Distances Survey (GO-BELINS). V. Distances and Kinematics of the Perseus Molecular Cloud. *ApJ*, v. 865, p. 73, set. 2018. Citado na página 48.

- [Pandey et al. 2010]Pandey, A. K. et al. Integrated parameters of star clusters: a comparison of theory and observations. *MNRAS*, v. 403, n. 3, p. 1491–1506, abr. 2010. Citado 2 vezes nas páginas 123 and 158.
- [Parisi et al. 2014]Parisi, M. C. et al. Age Determination of 15 Old to Intermediate-age Small Magellanic Cloud Star Clusters. *AJ*, v. 147, n. 4, p. 71, abr. 2014. Citado na página 30.
- [Paunzen et al. 2010]Paunzen, E. et al. On the metallicity of open clusters. I. Photometry. *A&A*, v. 517, p. A32, jul. 2010. Citado na página 40.
- [Paunzen & Netopil 2006]Paunzen, E.; Netopil, M. On the current status of open-cluster parameters. *MNRAS*, v. 371, n. 4, p. 1641–1647, out. 2006. Citado na página 41.
- [Pavani & Bica 2007]Pavani, D. B.; Bica, E. Characterization of open cluster remnants. *A&A*, v. 468, p. 139–150, jun. 2007. Citado na página 47.
- [Perryman et al. 1995]Perryman, M. A. C. et al. Parallaxes and the Hertzsprung–Russell diagram for the preliminary HIPPARCOS solution H30. *A&A*, v. 304, p. 69, dez. 1995. Citado na página 24.
- [Phelps, Janes & Montgomery 1994]Phelps, R. L.; Janes, K. A.; Montgomery, K. A. Development of the Galactic Disk: A Search for the Oldest Open Cluster. *AJ*, v. 107, p. 1079, mar. 1994. Citado 4 vezes nas páginas 30, 118, 138, and 142.
- [Piatti, Clariá & Bica 1998]Piatti, A. E.; Clariá, J. J.; Bica, E. Composite  $M_v$  versus  $(V - I)_0$  Diagram for Template Open Clusters. *ApJS*, v. 116, p. 263–285, jun. 1998. Citado 5 vezes nas páginas 33, 35, 69, 146, and 149.
- [Piatti, Clariá & Ahumada 2010]PIATTI, A. E.; CLARIÁ, J. J.; AHUMADA, A. V. New fundamental parameters of the Galactic open clusters Berkeley 26, Czernik 27, Melotte 72, NGC 2479 and BH 37. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 402, n. 4, p. 2720–2734, 03 2010. ISSN 0035-8711. Disponível em: <<https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2009.16106.x>>. Citado na página 30.
- [Piatti et al. 2011]PIATTI, A. E. et al. Washington photometry of 14 intermediate-age to old star clusters in the Small Magellanic Cloud. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 417, n. 2, p. 1559–1575, 10 2011. ISSN 0035-8711. Disponível em: <<https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2011.18627.x>>. Citado 2 vezes nas páginas 33 and 149.
- [Piskunov et al. 2018]Piskunov, A. E. et al. Global survey of star clusters in the Milky Way. VI. Age distribution and cluster formation history. *A&A*, v. 614, p. A22, jun. 2018. Citado na página 19.

- [Piskunov et al. 2007]Piskunov, A. E. et al. VizieR Online Data Catalog: Nearby open clusters tidal radii and masses (Piskunov+, 2008). *VizieR Online Data Catalog*, v. 347, nov. 2007. Citado na página 18.
- [Portegies Zwart, McMillan & Gieles 2010]Portegies Zwart, S. F.; McMillan, S. L. W.; Gieles, M. Young Massive Star Clusters. *ARA&A*, v. 48, p. 431–493, set. 2010. Citado 2 vezes nas páginas 18 and 19.
- [Qin et al. 2020]Qin, S.-m. et al. Discovery of Four New Clusters in the Cygnus Cloud. *arXiv e-prints*, p. arXiv:2008.07164, ago. 2020. Citado na página 105.
- [Rain et al. 2021]Rain, M. J. et al. The Blue Straggler Population of the Open Clusters Trumpler 5, Trumpler 20, and NGC 2477. *AJ*, v. 161, n. 1, p. 37, jan. 2021. Citado na página 116.
- [Reid et al. 2014]Reid, M. J. et al. Trigonometric Parallaxes of High Mass Star Forming Regions: The Structure and Kinematics of the Milky Way. *ApJ*, v. 783, n. 2, p. 130, mar. 2014. Citado na página 21.
- [Reid et al. 2019]Reid, M. J. et al. Trigonometric Parallaxes of High-mass Star-forming Regions: Our View of the Milky Way. *ApJ*, v. 885, n. 2, p. 131, nov. 2019. Citado na página 21.
- [Röser, Schilbach & Goldman 2016]Röser, S.; Schilbach, E.; Goldman, B. Nine new open clusters within 500 pc from the Sun. *A&A*, v. 595, p. A22, out. 2016. Citado na página 103.
- [Ruiz-Dern et al. 2018]Ruiz-Dern, L. et al. Empirical photometric calibration of the Gaia red clump: Colours, effective temperature, and absolute magnitude. *A&A*, v. 609, p. A116, jan. 2018. Citado 2 vezes nas páginas 122 and 136.
- [Ryu & Lee 2018]Ryu, J.; Lee, M. G. A WISE Survey of New Star Clusters in the Central Plane Region of the Milky Way. *ApJ*, v. 856, p. 152, abr. 2018. Citado na página 22.
- [Sagar & Bhatt 1989]SAGAR, R.; BHATT, H. C. Internal kinematics of open star clusters. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 236, n. 4, p. 865–874, 02 1989. ISSN 0035-8711. Disponível em: <<https://doi.org/10.1093/mnras/236.4.865>>. Citado na página 221.
- [Sagar, Joshi & Sinvhall 1983]Sagar, R.; Joshi, U. C.; Sinvhall, S. D. Integrated photometric parameters of open and globular clusters. *Bulletin of the Astronomical Society of India*, v. 11, p. 44–55, mar. 1983. Citado na página 123.

- [Salaris, Weiss & Percival 2004]Salaris, M.; Weiss, A.; Percival, S. M. The age of the oldest Open Clusters. *A&A*, v. 414, p. 163–174, jan. 2004. Citado 5 vezes nas páginas 30, 138, 142, 143, and 156.
- [Sandquist et al. 2020]Sandquist, E. L. et al. Variability in the Massive Open Cluster NGC 1817 from K2: A Rich Population of Asteroseismic Red Clump, Eclipsing Binary, and Main-sequence Pulsating Stars. *AJ*, v. 159, n. 3, p. 96, mar. 2020. Citado na página 149.
- [Santos, Dottori & Grosbøl 2013]Santos, J. F. C.; Dottori, H.; Grosbøl, P. Properties of young star cluster systems: the age signature from near-infrared integrated colours. *A&A*, v. 553, p. A74, maio 2013. Citado na página 123.
- [Santos João F. C. & Frogel 1997]Santos JOÃO F. C., J.; Frogel, J. A. Integrated Near-Infrared Colors of Star Clusters: Analysis of the Stochastic Effects on the Initial Mass Function. *ApJ*, v. 479, n. 2, p. 764–775, abr. 1997. Citado na página 158.
- [Santos Jr., Bonatto & Bica 2005]Santos JR., J. F. C.; Bonatto, C.; Bica, E. Structure and stellar content analysis of the open cluster m 11 with 2mass photometry. *A&A*, v. 442, p. 201–209, out. 2005. Citado na página 47.
- [Sim et al. 2019]Sim, G. et al. 207 New Open Star Clusters within 1 kpc from Gaia Data Release 2. *JKAS*, v. 52, p. 145–158, out. 2019. Citado 5 vezes nas páginas 22, 23, 103, 112, and 131.
- [Skrutskie et al. 2006]Skrutskie, M. F. et al. The Two Micron All Sky Survey (2MASS). *AJ*, v. 131, p. 1163–1183, fev. 2006. Citado na página 39.
- [Soubiran et al. 2018]Soubiran, C. et al. Open cluster kinematics with Gaia DR2. *A&A*, v. 619, p. A155, nov. 2018. Citado na página 19.
- [Tadross 2018]Tadross, A. L. The simplest way to get a clusters parameters in the Gaia era (Dolidze 41). *Research in Astronomy and Astrophysics*, v. 18, p. 158, dez. 2018. Citado na página 48.
- [Torrealba, Belokurov & Koposov 2018]Torrealba, G.; Belokurov, V.; Koposov, S. E. Nine tiny star clusters in Gaia DR1, PS1 and DES. *ArXiv e-prints*, maio 2018. Citado na página 22.
- [Torrealba, Belokurov & Koposov 2019]Torrealba, G.; Belokurov, V.; Koposov, S. E. Nine tiny star clusters in Gaia DR1, PS1, and DES. *MNRAS*, v. 484, p. 2181–2197, abr. 2019. Citado na página 103.
- [Vaidya et al. 2020]Vaidya, K. et al. Blue straggler populations of seven open clusters with Gaia DR2. *MNRAS*, v. 496, n. 2, p. 2402–2421, ago. 2020. Citado na página 116.

- [van Altena 2013]van Altena, W. F. *Astrometry for Astrophysics*. [S.l.: s.n.], 2013. Citado na página 221.
- [van den Bergh & McClure 1980]van den Bergh, S.; McClure, R. D. Galactic distribution of the oldest open clusters. *A&A*, v. 88, p. 360–362, ago. 1980. Citado na página 18.
- [van Helshoecht & Groenewegen 2007]van Helshoecht, V.; Groenewegen, M. A. T. K-band magnitude of the red clump as a distance indicator. *A&A*, v. 463, n. 2, p. 559–565, fev. 2007. Citado 4 vezes nas páginas 27, 30, 135, and 136.
- [van Leeuwen 2009]van Leeuwen, F. Parallaxes and proper motions for 20 open clusters as based on the new Hipparcos catalogue. *A&A*, v. 497, n. 1, p. 209–242, abr. 2009. Citado na página 130.
- [Wang et al. 2014]WANG, S. et al. New 2mass near-infrared photometry for globular clusters in m31. *The Astronomical Journal*, The American Astronomical Society, v. 148, n. 1, p. 4, may 2014. Disponível em: <<https://dx.doi.org/10.1088/0004-6256/148/1/4>>. Citado na página 123.
- [Yen et al. 2018]Yen, S. X. et al. VizieR Online Data Catalog: 24 nearby open clusters TGAS and HSOY reanalysis (Yen+, 2018). *VizieR Online Data Catalog*, p. J/A+A/615/A12, mar. 2018. Citado na página 130.
- [Zasowski et al. 2013]Zasowski, G. et al. Open Clusters in the Milky Way Outer Disk: Newly Discovered and Unstudied Clusters in the Spitzer GLIMPSE-360, CYG-X, and SMOG Surveys. *AJ*, v. 146, n. 3, p. 64, set. 2013. Citado na página 30.

# APÊNDICE A – Tabelas

Apêndice contendo tabelas de parâmetros de controle e de ajustes feitos para cada aglomerado ao longo do trabalho. A Tabela A possui parâmetros utilizados na identificação do movimento próprio dos aglomerados onde o valor de cor  $G_{BP} - G_{RP}$  limite da amostra do CMD é dado pela variável  $Cor$ . Valores máximos, mínimos e médios de  $\mu_\alpha^*$  são dados por  $\mu_{\alpha(MAX)}^*$ ,  $\mu_{\alpha(MIN)}^*$  e  $\mu_{\alpha(MED)}^*$ . Valores máximos, mínimos e médios de  $m\mu_\delta$  são dados por  $\mu_{\delta(MAX)}$ ,  $\mu_{\delta(MIN)}$  e  $\mu_{\delta(MED)}$ .

A Tabela A apresenta valores de corte em paralaxe das amostras dos aglomerados onde foram necessários cortes, onde o limite inferior de paralaxe das amostras é representado por  $\varpi_{limit}$ .

A Tabela A possui parâmetros utilizados na construção de perfis de densidade radial dos aglomerados, onde  $\Delta\mu$  representa o tamanho dos bins de movimento próprio,  $\Delta\varpi$  representa o tamanho dos bins de paralaxe,  $rdp_{factor}$  o fator multiplicativo aos conjuntos de bins de tamanho mínimo (mencionados no Capítulo 2),  $r_1$  e  $r_2$  os valores mínimo e máximo da região de onde o valor médio de contagens do céu foi calculada para o perfil radial.

A Tabela A possui parâmetros relacionados aos ajustes gaussianos de movimento próprio e paralaxe na etapa de associação de membros dos aglomerados. Onde  $A_2$  e  $A_3$  são as dispersões em  $\mu_\alpha^*$  e  $\mu_\delta$ ,  $A_4$  e  $A_5$  os valores centrais em  $\mu_\alpha^*$  e  $\mu_\delta$  e  $A_6$  o ângulo de rotação da função gaussiana bidimensional. Os parâmetros  $\varpi$  e  $\sigma_\varpi$  são os valores central e  $1 - \sigma$  de dispersão da função gaussiana unidimensional utilizada para a separação final de membros.

## A.1 Parâmetros astrofísicos da literatura

A Tabela A.1 contém valores de excesso de cor ( $E(B - V)$ ), distância (d), idade ( $\log[t]$ ) e metalicidade ( $[Fe/H]$ ) adotados pelos diferentes autores (CG2018, B2019 e D2021). Os valores aqui presentes foram utilizados para posicionar as isócronas sobre os CMDs absolutos no capítulo 5 e para calcular valores das incertezas das magnitudes absolutas dos clumps de gigantes e magnitudes integradas do capítulo 6. Os valores das incertezas contidas na tabela para idade, distância e excesso de cor são aqueles presentes em D2021, os valores de incertezas de metalicidade são os mesmos que foram adotados pelos autores.

Cluster	$Cor$	$\mu_{\alpha}^*(MAX)$	$\mu_{\alpha}^*(MIN)$	$\mu_{\delta}(MAX)$	$\mu_{\delta}(MIN)$	$\mu_{\alpha}^*(MED)$	$\mu_{\delta}(MED)$
	$(G_{BP} - G_{RP})$	(mas/yr)	(mas/yr)	(mas/yr)	(mas/yr)	(mas/yr)	(mas/yr)
IC 2602	2.5	-15.0	-21.0	14.0	8.0	-17.49	10.61
IC 4665	2.5	0.5	-1.5	-7.5	-9.0	-0.84	-8.58
IC 2391	2.5	-22.0	-27.0	26.0	20.0	-23.67	23.33
Blanco 1	2.0	-19.5	17.5	4.0	1.0	18.82	3.04
Melotte 22	2.0	24.0	16.0	-42.0	-50.0	20.35	-45.35
NGC 6192	2.5	2.0	1.2	0.2	-0.4	1.53	-0.25
NGC 2516	2.5	-3.0	-6.0	13.0	9.0	-4.74	11.10
NGC 3114	2.0	-7.0	-7.6	4.2	3.4	-7.33	3.79
NGC 2287	2.1	-4.0	-4.6	-1.1	-1.6	-4.27	-1.45
NGC 1039	2.1	1.8	-0.2	-5.0	-6.4	0.61	-5.65
NGC 6705	2.5	-1.0	-1.8	-3.6	-4.6	-1.53	-4.15
NGC 2354	2.5	-2.6	-3.1	2.2	1.4	-2.89	1.85
NGC 6475	2.1	3.2	2.8	-4.8	-5.2	3.10	-5.14
NGC 1912	2.5	2.0	1.2	-4.1	-4.7	1.53	-4.43
NGC 6281	2.1	-1.5	-2.5	-3.9	-4.2	-1.84	-4.02
IC 2714	2.0	-7.5	-7.7	2.75	2.6	-7.55	2.63
NGC 2567	1.5	-2.8	-3.2	2.8	2.4	-2.99	2.67
NGC 3532	2.1	-10.0	-10.6	5.4	4.8	-10.27	5.31
NGC 4349	2.0	-7.4	-8.2	-0.1	-0.6	-7.93	-0.21
NGC 6494	2.1	0.6	0.0	-1.6	-2.0	0.27	-1.79
NGC 2099	2.1	2.2	1.6	-5.4	-5.8	1.93	-5.59
NGC 1662	2.1	-0.7	-2.0	-1.0	-2.5	-1.22	-1.84
NGC 2447	2.1	-3.2	-3.9	5.3	4.8	-3.51	5.07
NGC 1342	2.5	1.0	0.0	-1.0	-2.0	0.69	-1.67
NGC 2539	2.1	-2.0	-2.6	-0.4	0.8	-2.33	-0.59
NGC 6633	2.1	1.7	0.5	-1.7	-2.2	0.95	-1.93
Melotte 111	1.5	-11.0	-13.0	-8.0	-10.0	-11.50	-9.10
NGC 2527	2.1	-5.4	-5.8	7.5	6.9	-5.59	7.29
IC 4756	2.1	1.7	0.8	-4.6	-5.2	1.43	-4.81
NGC 6811	2.5	-3.1	-3.7	-8.4	-9.1	-3.31	-8.77
NGC 2632	2.1	-34.0	-38.0	-12.0	-16.0	-35.93	-13.21
NGC 2423	1.4	-0.6	-0.9	-3.4	-3.8	-0.75	-3.65
NGC 2355	2.5	-3.3	-4.3	-0.6	-1.6	-3.79	-1.03
NGC 1817	2.5	1.0	0.2	-0.6	-1.2	0.47	-0.87
NGC 2477	1.4	-2.3	-2.6	1.2	0.6	-2.39	0.81
NGC 5822	1.4	-7.1	-7.7	-5.2	-5.8	-7.31	-5.53
NGC 6134	1.6	2.4	1.8	-4.2	-4.5	2.19	-4.35
Berkeley 81	2.5	-1.0	-1.4	-1.6	-2.1	-1.25	-1.95
NGC 3960	2.5	-6.3	-6.8	2.1	1.6	-6.53	1.81
NGC 6583	2.0	1.6	1.0	0.5	-0.2	1.27	0.07
NGC 1245	2.5	0.8	0.2	-1.3	-1.8	0.47	-1.59
NGC 2360	1.6	2.0	-0.5	6.7	4.2	0.31	5.61
Collinder 110	2.0	-0.7	-1.4	-1.6	-2.4	-1.13	-2.01
NGC 2660	2.0	-2.5	-3.1	5.5	4.8	-2.83	5.13
NGC 7789	2.5	-0.4	-1.5	-1.6	-2.3	-0.93	-1.91
NGC 752	2.0	10.5	9.0	-11.0	-12.5	9.78	-11.72
NGC 4337	2.0	-8.5	-9.1	1.7	1.3	-8.83	1.45
NGC 3680	2.5	-7.0	-7.6	1.4	0.8	-7.33	1.13
IC 4651	1.2	-2.0	-2.8	-4.8	-5.0	-2.47	-4.97
NGC 6819	2.5	-2.6	-3.2	-3.5	-4.2	-2.93	-3.87
NGC 2420	2.5	-1.0	-1.4	-2.0	-2.3	-1.13	-2.09
Ruprecht 147	2.0	0.0	-2.0	-25.0	-28.0	-0.68	-26.44
NGC 2682	2.0	-10.5	-11.5	-2.5	-3.5	-10.87	-2.99
NGC 7142	1.5	-2.6	-3.0	-1.1	-1.4	-2.79	-1.25
NGC 2112	2.5	-2.2	-3.2	4.6	3.8	-2.69	4.31
NGC 6253	2.0	-4.3	-4.8	-5.0	-5.5	-4.53	-5.29
Trumpler 5	2.5	-0.3	-1.0	0.7	-0.1	-0.67	0.23
NGC 188	1.7	-2.1	-2.5	-0.8	-1.2	-2.35	-0.93
Collinder 261	2.5	-5.6	-7.0	-2.2	-3.2	-6.31	-2.75

Tabela 13 – Intervalos para a determinação do pico de movimento próprio e valores limite de cor das amostras.

Cluster	$\varpi_{limit}(mas)$
IC 2602	5.0
IC 4665	2.0
IC 2391	4.0
Blanco 1	3.0
NGC 2516	2.0
NGC 3114	0.6
NGC 1039	1.0
NGC 2354	0.5
NGC 6475	2.0
NGC 6281	1.0
NGC 2567	0.3
NGC 6494	1.0
NGC 1662	2.0
NGC 1342	1.0
NGC 6633	2.0
Melotte 111	5.0
NGC 2527	1.0
IC 4756	1.0
NGC 2632	3.0
NGC 5822	1.0
NGC 752	1.0
IC 4651	0.5
Ruprecht 147	2.0

Tabela 14 – Limite inferior de paralaxe adotado para a amostra base de dados do *Gaia*. Os aglomerados que não estão presentes na tabela não tiveram suas amostras limitadas por paralaxe.

## A.2 Tabelas de cores e magnitudes dos clumps de gigantes

A Tabela A.2 apresenta os valores centrais de cor e magnitude dos filtros em forma de caixa para o cálculo de cor e magnitude dos clumps de gigantes no Capítulo 5. Dessa forma estão representados os valores de  $M_G$ ,  $(G_{BP} - G_{RP})_0$ ,  $M_K$ ,  $(J - K_S)_0$ ,  $M_V$  e  $(B - V)_0$ .

A Tabela A.2 apresenta os valores médios de cor e magnitude dos clumps de gigantes calculados no Capítulo 5. Dessa forma estão representados os valores de  $M_G$ ,  $(G_{BP} - G_{RP})_0$  ( $BPRP_c$ ),  $M_K$ ,  $(J - K_S)_0$  ( $JK_c$ ),  $M_V$  e  $(B - V)_0$  ( $BV_c$ ) e suas respectivas incertezas.

A Tabela A.2 apresenta os valores de turnoffs calculados no Capítulo 5. Dessa forma estão representados os valores de  $M_G$ ,  $(G_{BP} - G_{RP})_0$  ( $BPRP_{to}$ ),  $M_K$ ,  $(J - K_S)_0$  ( $JK_{to}$ ),  $M_V$  e  $(B - V)_0$  ( $BV_{to}$ ) do turnoff e suas respectivas incertezas.

A Tabela A.2 apresenta valores limites de magnitude ( $M_{Gmax}$ ) e massa ( $Mass$ ) da sequência principal, número de estrelas com magnitude  $M_G < 5$  ( $N_{MG<5}$ ), número de estrelas gigantes ( $N_{Gig}$ ) e blue straggler ( $N_{BS}$ ) para os aglomerados, calculados no Capítulo 5.

## A.3 Magnitudes integradas

As Tabelas A.3 e A.3 apresentam os valores de magnitudes integradas aparentes e absolutas e suas incertezas, calculadas no Capítulo 5 para as bandas  $G$ ,  $G_{BP}$ ,  $G_{RP}$ ,  $J$ ,  $H$

Cluster	$\Delta\mu$ (mas/yr)	$\Delta\varpi$ (mas)	$rdp_{factor}$	$r_1$ (arcsec)	$r_1$ (arcsec)
IC 2602	0.18	0.04	5.0	10000	14000
IC 4665	0.12	0.04	5.0	10000	12000
IC 2391	0.18	0.04	5.0	8000	10000
Blanco 1	0.24	0.04	4.0	12000	18000
Melotte 22	0.30	0.05	5.0	18000	24000
NGC 6192	0.06	0.02	1.0	800	1300
NGC 2516	0.12	0.02	2.0	8000	10000
NGC 3114	0.06	0.01	2.0	3000	5000
NGC 2287	0.06	0.01	2.0	1800	2500
NGC 1039	0.06	0.01	3.0	3600	5000
NGC 6705	0.06	0.02	1.0	800	1300
NGC 2354	0.06	0.02	2.0	1500	2400
NGC 6475	0.12	0.20	2.0	4000	5000
NGC 1912	0.06	0.20	2.0	2000	3000
NGC 6281	0.12	0.02	2.0	2500	3500
IC 2714	0.06	0.02	1.0	1200	1900
NGC 2567	0.06	0.02	1.0	1100	1700
NGC 3532	0.06	0.01	2.0	6000	7000
NGC 4349	0.06	0.02	1.0	800	1300
NGC 6494	0.06	0.01	1.0	2700	3600
NGC 2099	0.06	0.01	1.0	2500	4000
NGC 1662	0.12	0.02	4.0	8000	10000
NGC 2447	0.06	0.01	1.0	2500	3500
NGC 1342	0.06	0.02	2.0	3000	4000
NGC 2539	0.06	0.01	2.0	2500	3500
NGC 6633	0.18	0.03	3.0	6000	7000
Melotte 111	0.60	0.10	15.0	12000	18000
NGC 2527	0.06	0.01	2.0	4000	6000
IC 4756	0.06	0.01	2.0	6000	7000
NGC 6811	0.06	0.02	1.5	1200	1800
NGC 2632	0.18	0.03	3.0	10000	15000
NGC 2423	0.06	0.01	2.0	4000	6000
NGC 2355	0.06	0.02	1.0	1300	2000
NGC 1817	0.06	0.02	2.0	1600	2400
NGC 2477	0.06	0.01	1.0	2000	3000
NGC 5822	0.06	0.01	2.0	4000	6000
NGC 6134	0.06	0.01	1.0	2300	3300
Berkeley 81	0.06	0.01	1.0	800	1300
NGC 3960	0.06	0.01	1.0	1200	1800
NGC 6583	0.06	0.01	1.0	600	1000
NGC 1245	0.06	0.02	1.0	800	1300
NGC 2360	0.06	0.01	1.0	1000	2000
Collinder 110	0.06	0.02	1.0	1600	2400
NGC 2660	0.06	0.02	1.0	800	1300
NGC 7789	0.06	0.02	1.0	1500	2500
NGC 752	0.12	0.02	3.0	5000	7500
NGC 4337	0.06	0.02	1.0	1000	1500
NGC 3680	0.06	0.02	2.0	2000	3000
IC 4651	0.06	0.02	1.0	2000	3000
NGC 6819	0.06	0.02	1.0	1000	1500
NGC 2420	0.06	0.01	1.0	1000	1500
Ruprecht 147	0.24	0.04	3.0	8000	10000
NGC 2682	0.06	0.01	1.0	2000	3000
NGC 7142	0.06	0.01	1.0	1000	1500
NGC 2112	0.06	0.02	2.0	2200	3200
NGC 6253	0.06	0.01	1.0	1000	1500
Trumpler 5	0.06	0.02	1.0	800	1300
NGC 188	0.06	0.01	1.0	1000	1500
Collinder 261	0.10	0.10	1.0	1200	1700

Tabela 15 – Valores de bins adotados por cluster para os histogramas de movimento próprio e paralaxe e fator multiplicativo adotado para os bins do perfil radial

Cluster	$A_2$	$A_3$	$A_4$	$A_5$	$A_6$	$\varpi$	$\sigma_\varpi$
	(mas/yr)	(mas/yr)	(mas/yr)	(mas/yr)	(mas/yr)	(mas)	(mas)
IC 2602	1.289	0.774	-17.785	10.594	-0.793	6.570	0.162
IC 4665	0.239	0.252	-1.016	-8.568	-0.375	2.882	0.108
IC 2391	0.664	0.901	-24.753	23.231	-2.086	6.578	0.128
Blanco 1	0.440	0.406	18.566	2.506	0.173	4.201	0.118
Melotte 22	1.102	1.371	19.834	-45.623	-0.48	7.341	0.196
NGC 6192	0.163	0.134	1.620	-0.221	-0.023	0.571	0.053
NGC 2516	0.547	0.414	-4.735	11.094	-0.124	2.414	0.058
NGC 3114	0.210	0.179	-7.394	3.754	0.099	0.952	0.047
NGC 2287	0.182	0.178	-4.384	-1.405	-0.409	1.366	0.049
NGC 1039	0.240	0.302	0.684	-5.747	0.279	1.954	0.080
NGC 6705	0.185	0.170	-1.600	-4.174	-0.101	0.414	0.086
NGC 2354	0.091	0.112	-2.924	1.798	0.559	0.754	0.034
NGC 6475	0.521	0.645	3.000	-5.362	-1.172	3.569	0.080
NGC 1912	0.176	0.158	1.573	-4.451	0.099	0.868	0.063
NGC 6281	0.305	0.265	-1.904	-4.068	-0.180	1.880	0.072
IC 2714	0.167	0.161	-7.632	2.611	-1.171	0.721	0.041
NGC 2567	0.069	0.135	-3.032	2.529	0.502	0.539	0.043
NGC 3532	0.411	0.403	-10.405	5.164	-0.926	2.064	0.055
NGC 4349	0.118	0.145	-7.86	-0.334	0.658	0.494	0.055
NGC 6494	0.235	0.241	0.254	-1.827	-2.109	1.358	0.063
NGC 2099	0.190	0.173	1.903	-5.666	-0.202	0.668	0.062
NGC 1662	0.176	0.204	-1.167	-2.015	0.478	2.410	0.080
NGC 2447	0.152	0.166	-3.598	5.020	-0.048	0.971	0.047
NGC 1342	0.193	0.195	0.512	-1.657	-0.441	1.505	0.053
NGC 2539	0.118	0.092	-2.362	-0.613	0.597	0.755	0.060
NGC 6633	0.357	0.330	1.106	-1.848	-0.062	2.521	0.074
Melotte 111	0.668	0.684	-12.466	-9.321	-0.764	11.647	0.354
NGC 2527	0.142	0.176	-5.630	7.244	-0.195	1.536	0.052
IC 4756	0.235	0.281	1.205	-4.941	0.055	2.092	0.063
NGC 6811	0.142	0.114	-3.408	-8.813	-0.482	0.874	0.037
NGC 2632	1.195	1.021	-36.128	-13.033	-0.031	5.354	0.129
NGC 2423	0.114	0.134	-0.768	-3.667	0.114	1.044	0.049
NGC 2355	0.136	0.119	-3.836	-1.106	-2.350	0.487	0.058
NGC 1817	0.111	0.102	0.458	-0.916	0.069	0.549	0.061
NGC 2477	0.168	0.190	-2.478	0.839	0.086	0.665	0.039
NGC 5822	0.186	0.175	-7.484	-5.564	1.414	1.186	0.046
NGC 6134	0.202	0.173	2.145	-4.474	0.242	0.844	0.059
Berkeley 81	0.132	0.190	-1.243	-1.875	0.235	0.247	0.105
NGC 3960	0.082	0.092	-6.536	1.822	-2.147	0.409	0.045
NGC 6583	0.089	0.118	1.261	0.090	0.969	0.417	0.040
NGC 1245	0.134	0.102	0.479	-1.617	-0.096	0.292	0.054
NGC 2360	0.142	0.152	0.361	5.562	-0.260	0.897	0.046
Collinder 110	0.133	0.138	-1.123	-2.082	0.149	0.422	0.062
NGC 2660	0.116	0.094	-2.802	5.131	-1.231	0.308	0.060
NGC 7789	0.137	0.152	-0.952	-1.963	2.336	0.450	0.045
NGC 752	0.243	0.265	9.795	-11.801	0.386	2.231	0.067
NGC 4337	-0.088	0.096	-8.858	1.450	0.266	0.357	0.040
NGC 3680	0.092	0.051	-7.292	1.131	-0.109	0.928	0.035
IC 4651	0.203	0.194	-2.437	-5.047	-0.216	1.058	0.059
NGC 6819	0.114	0.137	-2.943	-3.891	0.078	0.357	0.044
NGC 2420	0.134	0.107	-1.219	-2.157	0.545	0.361	0.065
Ruprecht 147	0.359	0.561	-0.995	-26.693	-0.303	3.249	0.101
NGC 2682	0.203	0.182	-10.987	-2.990	-1.119	1.135	0.056
NGC 7142	0.117	0.100	-2.774	-1.304	-2.830	0.388	0.040
NGC 2112	0.193	0.146	-2.725	4.242	0.629	0.876	0.060
NGC 6253	0.141	0.109	-4.544	-5.317	-0.555	0.566	0.057
Trumpler 5	0.190	0.189	-0.614	0.245	0.158	0.280	0.095
NGC 188	0.124	0.106	-2.344	-0.986	0.741	0.507	0.042
Collinder 261	0.164	0.156	-6.380	-2.740	2.884	0.315	0.079

Tabela 16 – Parâmetros dos ajustes dos histogramas 2d e 1d de movimento próprio e paralaxe, respectivamente determinados para cada aglomerado.

Cluster	$E(B-V)$	$\delta_{E(B-V)}$	d(pc)	$\delta_d$ (pc)	log[t]	$\delta_{\log[t]}$	[Fe/H]	$\delta_{[Fe/H]}$	ref
IC 2602	0.031	0.011	152.0	1	7.547	0.023	-0.02	0.02	B2019
IC 4665	0.128	0.026	309.0	15	7.581	0.081	-0.03	0.04	B2019
IC 2391	0.030	0.013	152.0	1	7.561	0.042	-0.01	0.03	B2019
Blanco 1	0.010	0.006	237.0	0	7.975	0.090	0.03	0.07	B2019
Melotte 22	0.045	0.008	136.0	1	7.937	0.108	-0.01	0.05	B2019
NGC 6192	0.558	0.023	1753.0	134	8.251	0.201	0.12	0.07	B2019
NGC 2516	0.071	0.016	415.0	1	8.400	0.085	0.05	0.11	B2019
NGC 3114	0.102	0.011	987.0	19	8.358	0.055	0.10	0.04	D2021
NGC 2287	0.019	0.012	656.0	9	8.486	0.094	-0.11	0.01	B2019
NGC 1039	0.077	0.015	513.0	4	8.101	0.129	0.02	0.06	B2019
NGC 6705	0.470	0.016	1888.0	65	8.469	0.085	0.04	0.06	D2021
NGC 2354	0.171	0.019	1258.0	42	9.210	0.034	-0.15	0.03	D2021
NGC 6475	0.049	0.014	280.0	0	8.477	0.081	0.02	0.02	B2019
NGC 1912	0.184	0.020	1107.0	26	8.706	0.112	-0.10	0.14	B2019
NGC 6281	0.130	0.019	534.0	7	8.480	0.086	0.06	0.06	GC2018
IC 2714	0.335	0.013	1361.0	16	8.550	0.074	0.02	0.06	B2019
NGC 2567	0.120	0.016	1898.0	33	8.542	0.042	-0.04	0.08	B2019
NGC 3532	0.022	0.008	485.0	2	8.601	0.015	0.00	0.07	B2019
NGC 4349	0.375	0.019	1988.0	36	8.451	0.130	-0.07	0.06	B2019
NGC 6494	0.275	0.016	659.0	13	8.680	0.051	-0.04	0.08	B2019
NGC 2099	0.297	0.016	1299.0	22	8.784	0.043	0.01	0.02	D2021
NGC 1662	0.198	0.025	370.0	3	8.957	0.142	-0.11	0.01	B2019
NGC 2447	0.034	0.012	1041.0	10	8.747	0.029	-0.05	0.01	B2019
NGC 1342	0.396	0.053	626.0	19	8.762	0.123	-0.12	0.03	D2021
NGC 2539	0.069	0.002	1243.0	50	8.883	0.035	0.02	0.09	D2021
NGC 6633	0.145	0.035	374.0	2	8.888	0.041	-0.08	0.12	B2019
Melotte 111	0.000	0.020	86.0	0	8.810	0.159	0.00	0.08	GC2018
NGC 2527	0.040	0.018	586.0	8	8.919	0.082	-0.10	0.04	B2019
IC 4756	0.128	0.012	479.0	1	8.987	0.041	0.02	0.04	B2019
NGC 6811	0.066	0.011	1136.0	13	8.936	0.021	0.03	0.01	B2019
NGC 2632	0.027	0.005	186.0	0	8.875	0.035	0.16	0.08	B2019
NGC 2423	0.094	0.021	930.0	14	8.991	0.033	0.08	0.05	B2019
NGC 2355	0.104	0.006	1794.0	41	9.092	0.031	0.02	0.03	D2021
NGC 1817	0.233	0.012	1582.0	40	9.092	0.017	-0.10	0.02	D2021
NGC 2477	0.384	0.025	1351.0	47	8.973	0.041	0.08	0.03	D2021
NGC 5822	0.113	0.019	808.0	27	8.950	0.060	0.08	0.08	B2019
NGC 6134	0.411	0.024	1055.0	51	9.106	0.046	0.06	0.06	D2021
Berkeley 81	0.982	0.031	3685.0	342	8.886	0.062	0.22	0.03	D2021
NGC 3960	0.347	0.027	2074.0	114	8.980	0.060	0.00	0.12	D2021
NGC 6583	0.592	0.041	2162.0	132	8.973	0.062	0.29	0.04	D2021
NGC 1245	0.268	0.010	2763.0	97	9.079	0.017	-0.00	0.04	D2021
NGC 2360	0.090	0.020	1111.0	21	8.980	0.030	-0.03	0.06	GC2018
Collinder 110	0.530	0.021	1991.0	80	9.163	0.056	0.02	0.02	D2021
NGC 2660	0.470	0.048	2642.0	105	9.076	0.068	0.01	0.03	D2021
NGC 7789	0.328	0.008	1907.0	30	9.209	0.013	0.03	0.07	D2021
NGC 752	0.035	0.024	464.0	4	9.170	0.028	-0.03	0.06	B2019
NGC 4337	0.418	0.021	2416.0	99	9.158	0.031	0.11	0.09	D2021
NGC 3680	0.088	0.017	1033.0	16	9.292	0.023	-0.04	0.04	D2021
IC 4651	0.087	0.017	897.0	15	9.300	0.030	0.12	0.04	GC2018
NGC 6819	0.168	0.016	2655.0	54	9.301	0.029	0.09	0.01	B2019
NGC 2420	0.038	0.005	2435.0	46	9.347	0.024	-0.05	0.02	B2019
Ruprecht 147	0.019	0.016	323.0	0	9.480	0.019	0.09	0.05	D2021
NGC 2682	0.037	0.013	881.0	18	9.561	0.028	0.03	0.05	B2019
NGC 7142	0.415	0.005	2040.0	38	9.553	0.036	0.08	0.02	D2021
NGC 2112	0.751	0.035	1100.0	35	9.083	0.139	0.14	0.04	D2021
NGC 6253	0.256	0.019	1674.0	72	9.549	0.048	0.30	0.05	D2021
Trumpler 5	0.652	0.007	3260.0	122	9.539	0.022	-0.37	0.03	D2021
NGC 188	0.025	0.008	1670.0	36	9.877	0.035	0.11	0.04	B2019
Collinder 261	0.322	0.035	2806.0	119	9.898	0.129	0.02	0.02	D2021

Tabela 17 – Valores de módulo de distância, excesso de cor, idade e metalicidade utilizados pelos autores em seus respectivos ajustes de isócronas.

Cluster	$M_K$	$(J - K_S)_0$	$M_G$	$(G_{BP} - G_{RP})_0$	$M_V$	$(B - V)_0$
NGC 6705	-3.61	0.63	-1.41	1.07	-	-
NGC 2354	-1.31	0.63	0.30	1.05	0.50	1.01
IC 2714	-2.40	0.59	-0.50	1.13	-0.22	0.97
NGC 4349	-3.09	0.56	-1.31	1.09	-1.11	0.94
NGC 2099	-2.38	0.55	-0.32	1.04	-0.28	0.93
NGC 2447	-2.13	0.53	-0.33	1.05	-	-
NGC 2539	-1.71	0.55	0.29	1.11	0.95	0.37
NGC 6633	-1.72	0.55	0.30	1.12	-	-
NGC 2527	-1.68	0.55	0.30	1.11	-	-
IC 4756	-1.71	0.55	0.31	1.18	-	-
NGC 6811	-1.32	0.54	0.58	1.06	0.76	0.92
NGC 2423	-1.32	0.54	0.64	1.09	0.95	0.91
NGC 2355	-1.41	0.51	0.13	1.00	0.82	0.20
NGC 1817	-1.63	0.56	0.42	1.06	0.84	0.6
NGC 2477	-1.64	0.56	0.29	0.97	0.95	1.05
NGC 5822	-1.42	0.56	0.63	1.11	0.91	0.92
NGC 6134	-1.38	0.58	0.61	1.01	1.06	0.98
Berkeley 81	-1.81	0.58	-0.41	1.01	-	-
NGC 3960	-1.62	0.53	0.31	1.03	-	-
NGC 6583	-1.42	0.56	0.29	1.07	-	-
NGC 1245	-1.42	0.53	0.61	1.04	-	-
NGC 2360	-1.63	0.57	0.51	1.14	0.80	0.96
Collinder 110	-1.64	0.62	0.23	1.01	0.97	1.01
NGC 2660	-1.42	0.56	0.60	1.00	-	-
NGC 7789	-1.81	0.55	0.30	1.04	0.62	0.94
NGC 752	-1.32	0.57	0.60	1.08	-	-
NGC 4337	-1.29	0.57	0.43	0.96	0.83	1.08
IC 4651	-1.62	0.62	0.56	1.21	0.88	1.05
NGC 6819	-1.90	0.62	0.01	1.15	0.51	0.93
NGC 2420	-1.70	0.62	0.32	1.21	0.51	0.81
Ruprecht 147	-1.71	0.69	0.51	1.33	-	-
NGC 2682	-1.80	0.61	0.42	1.21	0.69	1.06
NGC 6253	-1.71	0.68	0.51	1.27	-	-
Trumpler 5	-1.60	0.71	0.00	1.01	-	-
NGC 188	-1.51	0.71	0.93	1.34	1.17	1.23
Collinder 261	-1.52	0.75	0.41	1.22	-	-

Tabela 18 – Valores centrais de cor e magnitude dos filtros em forma de caixa para o cálculo de cor e magnitude dos clumps de gigantes

e  $K_S$  para cada um dos aglomerados.

Cluster	$M_{Gc}$	$\delta_{Mgc}$	$BPRP_c$	$\delta_{BPRP_c}$	$M_{Kc}$	$\delta_{Mkc}$	$JK_c$	$\delta_{JK_c}$	$M_{Vc}$	$\delta_{Mvc}$	$BV_c$	$\delta_{BV_c}$
NGC 6705	-1.40	0.04	1.09	0.01	-3.40	0.07	0.59	0.01	-	-	-	-
NGC 2354	0.33	0.07	1.05	0.03	-1.53	0.11	0.55	0.02	0.58	0.08	0.95	0.03
IC 2714	-0.55	0.06	1.12	0.02	-2.58	0.08	0.57	0.01	-0.28	0.07	0.93	0.02
NGC 4349	-1.38	0.07	1.08	0.02	-3.25	0.11	0.56	0.02	-1.21	0.06	0.96	0.03
NGC 2099	-0.37	0.05	1.06	0.01	-2.24	0.07	0.52	0.01	-0.26	0.08	0.89	0.03
NGC 2447	-0.28	0.06	1.04	0.01	-2.13	0.07	0.53	0.01	-	-	-	-
NGC 2539	0.17	0.06	1.05	0.01	-1.77	0.09	0.53	0.01	0.26	0.08	0.91	0.01
NGC 6633	0.21	0.06	1.08	0.01	-1.66	0.13	0.54	0.01	-	-	-	-
NGC 2527	0.27	0.06	1.08	0.00	-1.65	0.06	0.56	0.01	-	-	-	-
IC 4756	0.35	0.06	1.16	0.02	-1.64	0.06	0.58	0.01	-	-	-	-
NGC 6811	0.53	0.04	1.06	0.01	-1.32	0.12	0.53	0.01	0.76	0.04	0.92	0.01
NGC 2423	0.70	0.06	1.08	0.01	-1.25	0.07	0.55	0.01	0.84	0.06	0.95	0.01
NGC 2355	0.38	0.03	1.11	0.01	-1.34	0.09	0.54	0.02	0.82	0.12	0.90	0.03
NGC 1817	0.50	0.04	1.06	0.01	-1.35	0.05	0.53	0.01	0.73	0.05	0.80	0.01
NGC 2477	0.43	0.03	0.99	0.01	-1.31	0.03	0.48	0.01	0.71	0.04	0.92	0.01
NGC 5822	0.62	0.05	1.10	0.01	-1.37	0.07	0.56	0.01	0.94	0.04	0.91	0.01
NGC 6134	0.59	0.04	1.01	0.01	-1.26	0.06	0.53	0.01	0.86	0.04	0.89	0.01
Berkeley 81	-0.35	0.07	1.04	0.02	-1.89	0.08	0.52	0.01	-	-	-	-
NGC 3960	0.43	0.07	1.05	0.02	-1.34	0.10	0.49	0.01	-	-	-	-
NGC 6583	0.22	0.04	1.06	0.01	-1.65	0.06	0.51	0.02	-	-	-	-
NGC 1245	0.70	0.04	1.05	0.01	-1.12	0.05	0.50	0.01	-	-	-	-
NGC 2360	0.45	0.06	1.10	0.01	-1.5	0.06	0.57	0.01	0.73	0.06	0.97	0.01
Collinder 110	0.28	0.03	1.03	0.01	-1.42	0.05	0.55	0.01	0.58	0.05	0.88	0.02
NGC 2660	0.57	0.03	0.99	0.01	-1.22	0.04	0.52	0.01	-	-	-	-
NGC 7789	0.38	0.02	1.05	0.01	-1.47	0.04	0.53	0.01	0.68	0.03	0.90	0.01
NGC 752	0.39	0.06	1.13	0.01	-1.53	0.07	0.57	0.01	-	-	-	-
NGC 4337	0.47	0.02	1.01	0.01	-1.34	0.02	0.52	0.01	0.69	0.05	0.96	0.03
IC 4651	0.57	0.04	1.19	0.01	-1.66	0.10	0.62	0.02	0.90	0.02	1.04	0.01
NGC 6819	0.18	0.03	1.18	0.01	-1.91	0.05	0.61	0.01	0.61	0.08	0.94	0.03
NGC 2420	0.31	0.05	1.14	0.01	-1.63	0.10	0.59	0.01	0.55	0.06	0.77	0.01
Ruprecht 147	0.43	0.04	1.29	0.02	-1.81	0.17	0.66	0.02	-	-	-	-
NGC 2682	0.38	0.06	1.20	0.02	-1.77	0.11	0.63	0.01	0.77	0.05	1.04	0.02
NGC 6253	0.46	0.05	1.26	0.01	-1.74	0.08	0.68	0.01	-	-	-	-
Trumpler 5	0.05	0.02	1.06	0.01	-1.78	0.05	0.57	0.01	-	-	-	-
NGC 188	0.95	0.06	1.35	0.01	-1.45	0.07	0.69	0.01	1.22	0.05	1.25	0.01
Collinder 261	0.44	0.03	1.22	0.02	-1.69	0.06	0.68	0.01	-	-	-	-

Tabela 19 – Valores de cores e magnitudes absolutas dos clumps de gigantes e suas respectivas incertezas calculados no Capítulo 5.

Cluster	$M_{Gto}$	$\delta_{M_{gto}}$	$BPRP_{to}$	$\delta_{BPRP_{to}}$	$M_{Kto}$	$\delta_{M_{kto}}$	$JK_{to}$	$\delta_{JK_{to}}$	$M_{Vto}$	$\delta_{M_{vto}}$	$BV_{to}$	$\delta_{BV_{to}}$
IC 2602	-1.21	0.32	-0.26	0.05	-0.05	0.99	-0.10	0.02	4.44	0.16	0.59	0.03
IC 4665	-0.08	0.35	-0.15	0.03	0.08	0.44	-0.14	0.01	2.24	0.15	-0.10	0.10
IC 2391	-0.57	0.83	-0.24	0.08	-0.03	0.72	-0.09	0.04	4.46	0.29	0.43	0.08
Blanco 1	0.84	0.31	-0.08	0.04	1.55	0.28	-0.06	0.02	1.07	0.28	-0.04	0.02
Melotte 22	-0.37	0.37	-0.14	0.02	-0.12	0.60	-0.08	0.01	4.69	0.09	0.52	0.02
NGC 6192	-0.37	0.45	0.00	0.02	0.05	0.25	-0.13	0.02	-0.75	0.47	-0.08	0.01
NGC 2516	-0.02	0.51	-0.10	0.01	-0.01	0.67	-0.09	0.01	1.94	0.07	0.02	0.05
NGC 3114	-0.55	0.65	-0.18	0.01	0.24	0.43	-0.12	0.01	-0.13	0.27	-0.23	0.03
NGC 2287	-1.33	0.73	-0.10	0.01	-1.11	0.62	-0.08	0.01	1.15	0.22	-0.01	0.02
NGC 1039	0.14	0.33	-0.11	0.01	0.44	0.37	-0.12	0.02	0.20	0.15	-0.08	0.03
NGC 6705	0.77	0.37	-0.12	0.01	0.41	0.43	-0.14	0.01	-	-	-	-
NGC 2354	2.30	0.13	0.36	0.01	1.70	0.20	0.09	0.01	0.38	0.82	0.26	0.02
NGC 6475	0.42	0.39	-0.05	0.01	-0.99	0.49	-0.06	0.01	2.88	0.12	0.28	0.02
NGC 1912	0.12	0.35	0.07	0.01	0.96	0.51	-0.04	0.01	-0.16	0.53	0.02	0.02
NGC 6281	0.03	0.67	-0.02	0.02	-0.70	0.84	-0.04	0.01	1.11	0.18	-0.03	0.03
IC 2714	0.91	0.27	0.05	0.02	1.28	0.31	-0.08	0.01	0.81	0.44	-0.03	0.02
NGC 2567	0.08	0.42	-0.03	0.01	0.67	0.60	-0.05	0.01	0.37	0.32	-0.01	0.02
NGC 3532	0.49	0.36	-0.03	0.01	0.58	0.46	-0.07	0.01	1.64	0.07	0.09	0.01
NGC 4349	0.33	0.40	-0.10	0.02	0.70	0.53	-0.12	0.01	-0.41	0.29	-0.11	0.03
NGC 6494	1.27	0.61	0.11	0.01	0.30	0.54	-0.03	0.01	0.69	0.28	-0.02	0.01
NGC 2099	0.58	0.40	-0.02	0.01	1.02	0.39	-0.06	0.01	0.49	0.33	-0.07	0.01
NGC 1662	1.69	0.43	0.22	0.03	0.75	0.56	0.02	0.01	1.70	0.50	0.05	0.05
NGC 2447	0.68	0.27	0.03	0.01	0.33	0.35	-0.03	0.01	0.57	0.27	0.00	0.02
NGC 1342	1.46	1.09	-0.03	0.02	1.45	1.11	-0.12	0.02	0.60	0.50	-0.04	0.04
NGC 2539	0.67	0.20	0.06	0.02	0.92	0.32	-0.01	0.01	0.63	0.28	0.07	0.01
NGC 6633	0.47	0.48	0.14	0.01	0.78	0.22	-0.01	0.01	1.70	0.21	0.11	0.03
Melotte 111	0.74	0.70	0.04	0.06	1.24	0.13	-0.03	0.03	-	-	-	-
NGC 2527	0.93	0.26	0.17	0.01	0.90	0.28	0.00	0.01	1.15	0.32	0.11	0.02
IC 4756	0.89	0.30	0.30	0.01	1.04	0.27	0.07	0.01	1.29	0.14	0.07	0.05
NGC 6811	0.98	0.32	0.24	0.01	1.21	0.25	0.03	0.02	0.94	0.33	0.16	0.02
NGC 2632	1.02	0.57	0.14	0.03	0.76	0.20	0.01	0.01	3.95	0.23	0.47	0.03
NGC 2423	1.34	0.34	0.29	0.02	1.07	0.29	0.08	0.01	1.33	0.42	0.25	0.01
NGC 2355	1.97	0.19	0.27	0.02	1.44	0.16	0.06	0.01	1.62	0.24	0.22	0.01
NGC 1817	1.52	0.22	0.25	0.01	1.51	0.60	0.05	0.01	1.89	0.32	0.08	0.01
NGC 2477	1.13	0.12	0.14	0.01	1.05	0.22	-0.05	0.01	0.90	0.20	0.09	0.01
NGC 5822	1.55	0.17	0.26	0.02	1.09	0.43	0.07	0.01	1.17	0.26	0.15	0.02
NGC 6134	2.03	0.17	0.34	0.01	1.54	0.23	0.04	0.02	1.41	0.33	0.17	0.02
Berkeley 81	0.99	0.63	0.16	0.05	0.68	0.41	-0.06	0.02	-	-	-	-
NGC 3960	1.28	0.41	0.19	0.01	1.48	0.26	-0.06	0.01	1.60	0.29	0.11	0.02
NGC 6583	1.52	0.22	0.26	0.01	1.13	0.19	-0.02	0.02	-	-	-	-
NGC 1245	1.64	0.21	0.25	0.02	0.84	0.39	0.04	0.01	3.08	0.77	0.04	0.07
NGC 2360	1.85	0.29	0.33	0.01	1.22	0.27	0.09	0.01	0.90	0.41	0.25	0.01
Collinder 110	2.15	0.43	0.26	0.03	1.77	0.17	0.07	0.01	2.16	0.41	0.07	0.02
NGC 2660	1.61	0.17	0.31	0.01	2.22	0.33	-0.04	0.01	-	-	-	-
NGC 7789	2.34	0.16	0.37	0.01	2.30	0.51	0.07	0.01	2.36	0.14	0.20	0.01
NGC 752	2.38	0.24	0.47	0.01	1.19	0.24	0.16	0.01	2.44	0.16	0.34	0.01
NGC 4337	1.56	0.37	0.29	0.05	1.26	0.43	0.05	0.01	1.87	0.31	0.33	0.03
NGC 3680	2.29	0.50	0.50	0.01	1.59	0.64	0.17	0.01	3.04	0.64	0.29	0.03
IC 4651	2.38	0.24	0.57	0.01	1.98	0.15	0.17	0.01	2.43	0.31	0.39	0.01
NGC 6819	2.74	0.13	0.55	0.01	1.91	0.17	0.09	0.01	2.92	0.39	0.19	0.05
NGC 2420	2.72	0.18	0.51	0.01	2.31	0.25	0.17	0.01	2.74	0.26	0.31	0.01
Ruprecht 147	2.71	0.31	0.72	0.01	2.13	0.28	0.23	0.02	2.95	0.35	0.53	0.01
NGC 2682	3.34	0.25	0.58	0.03	2.30	0.41	0.24	0.01	2.88	0.45	0.45	0.01
NGC 7142	3.04	0.20	0.59	0.01	2.40	0.08	0.12	0.01	2.72	0.53	0.31	0.10
NGC 2112	2.23	0.27	0.41	0.01	2.44	0.63	0.06	0.01	2.30	0.60	0.14	0.03
NGC 6253	3.33	0.17	0.72	0.01	2.36	0.14	0.20	0.01	2.68	0.12	0.50	0.10
Trumpler 5	2.98	0.11	0.35	0.01	1.74	0.12	0.04	0.01	-	-	-	-
NGC 188	4.45	0.16	0.80	0.01	3.11	0.34	0.27	0.01	4.97	0.35	0.57	0.01
Collinder 261	3.88	0.16	0.66	0.01	2.01	0.03	0.17	0.02	-	-	-	-

Tabela 20 – Valores de cores e magnitudes absolutas de turnoffs e suas respectivas incertezas calculados no Capítulo 5.

Cluster	$M_{Gmax}$	$Mass(M_{\odot})$	$N_{MG<5}$	$N_{Gig}$	$N_{BS}$
IC 2602	11.975	0.128	48.0	0.0	0.0
IC 4665	10.169	0.277	32.0	0.0	0.0
IC 2391	11.992	0.128	30.0	0.0	0.0
Blanco 1	11.093	0.250	43.0	0.0	0.0
Melotte 22	12.201	0.140	109.0	0.0	0.0
NGC 6192	5.252	0.948	401.0	5.0	0.0
NGC 2516	9.719	0.450	417.0	4.0	2.0
NGC 3114	7.719	0.650	592.0	8.0	1.0
NGC 2287	8.850	0.509	180.0	3.0	0.0
NGC 1039	9.215	0.500	125.0	0.0	0.0
NGC 6705	5.233	0.948	1678.0	33.0	2.0
NGC 2354	7.013	0.653	170.0	15.0	1.0
NGC 6475	9.901	0.400	218.0	2.0	1.0
NGC 1912	7.346	0.650	407.0	3.0	0.0
NGC 6281	9.012	0.500	165.0	2.0	0.0
IC 2714	6.433	0.750	571.0	16.0	0.0
NGC 2567	6.271	0.799	122.0	3.0	0.0
NGC 3532	9.509	0.451	575.0	7.0	1.0
NGC 4349	5.493	0.898	618.0	11.0	0.0
NGC 6494	8.155	0.600	402.0	4.0	0.0
NGC 2099	6.550	0.750	1035.0	29.0	0.0
NGC 1662	9.500	0.450	49.0	2.0	0.0
NGC 2447	7.815	0.600	325.0	13.0	1.0
NGC 1342	8.190	0.550	136.0	4.0	0.0
NGC 2539	7.457	0.650	258.0	10.0	0.0
NGC 6633	9.702	0.400	106.0	6.0	1.0
Melotte 111	13.304	0.140	22.0	0.0	0.0
NGC 2527	8.987	0.500	105.0	4.0	0.0
IC 4756	9.174	0.500	187.0	17.0	0.0
NGC 6811	7.506	0.662	131.0	6.0	0.0
NGC 2632	11.577	0.274	130.0	4.0	1.0
NGC 2423	7.902	0.650	207.0	14.0	0.0
NGC 2355	6.049	0.799	246.0	10.0	0.0
NGC 1817	6.19	0.799	385.0	40.0	2.0
NGC 2477	6.618	0.750	1534.0	110.0	5.0
NGC 5822	8.135	0.600	342.0	22.0	0.0
NGC 6134	6.912	0.733	426.0	32.0	3.0
Berkeley 81	2.938	1.451	133.0	27.0	0.0
NGC 3960	5.413	0.898	309.0	14.0	1.0
NGC 6583	4.902	1.048	160.0	30.0	1.0
NGC 1245	5.015	0.950	528.0	54.0	5.0
NGC 2360	7.495	0.650	313.0	13.0	0.0
Collinder 110	5.322	0.924	820.0	74.0	3.0
NGC 2660	4.731	1.049	349.0	38.0	0.0
NGC 7789	5.672	0.871	2177.0	148.0	9.0
NGC 752	9.654	0.450	96.0	13.0	0.0
NGC 4337	5.134	0.948	284.0	28.0	1.0
NGC 3680	6.879	0.700	40.0	2.0	0.0
IC 4651	7.999	0.600	391.0	18.0	2.0
NGC 6819	5.428	0.921	1155.0	60.0	14.0
NGC 2420	5.850	0.849	401.0	23.0	4.0
Ruprecht 147	10.234	0.401	72.0	9.0	2.0
NGC 2682	8.161	0.599	395.0	35.0	6.0
NGC 7142	5.040	0.953	314.0	37.0	6.0
NGC 2112	6.174	0.800	443.0	31.0	2.0
NGC 6253	6.228	0.808	555.0	40.0	12.0
Trumpler 5	4.545	0.929	1910.0	260.0	60.0
NGC 188	6.813	0.723	423.0	46.0	9.0
Collinder 261	5.024	0.914	1604.0	163.0	31.0

Tabela 21 – Valores limites de magnitude ( $M_{Gmax}$ ) e massa ( $Mass$ ) da sequência principal, número de estrelas com magnitude  $M_G < 5$  ( $N_{MG<5}$ ), número de estrelas gigantes ( $N_{Gig}$ ) e blue straggler ( $N_{BS}$ ) para os aglomerados.

Cluster	$I_G$	$\delta_{I_G}$	$I_{BP}$	$\delta_{I_{BP}}$	$I_{RP}$	$\delta_{I_{RP}}$	$I_J$	$\delta_{I_J}$	$I_H$	$\delta_{I_H}$	$I_K$	$\delta_{I_K}$
IC 2602	2.856	0.002	2.866	0.002	2.924	0.005	3.061	0.022	3.006	0.035	2.959	0.022
IC 4665	5.372	0.001	5.436	0.002	5.269	0.003	5.080	0.026	5.024	0.031	5.000	0.021
IC 2391	3.690	0.001	3.691	0.002	3.733	0.004	3.722	0.030	3.642	0.039	3.588	0.022
Blanco 1	5.509	0.001	5.617	0.002	5.329	0.002	5.025	0.023	4.826	0.028	4.756	0.024
Melotte 22	2.720	0.001	2.794	0.002	2.616	0.003	2.538	0.023	2.392	0.029	2.323	0.021
NGC 6192	7.378	0.001	7.888	0.002	6.693	0.001	5.700	0.026	5.213	0.035	5.032	0.027
NGC 2516	2.780	0.002	3.196	0.002	2.258	0.002	3.093	0.024	2.992	0.031	2.927	0.024
NGC 3114	4.158	0.001	4.373	0.002	3.812	0.002	3.377	0.025	2.997	0.032	2.859	0.026
NGC 2287	4.847	0.001	5.032	0.001	4.545	0.001	4.010	0.025	3.631	0.038	3.457	0.022
NGC 1039	5.629	0.001	5.732	0.002	5.455	0.002	5.223	0.026	5.069	0.032	5.023	0.023
NGC 6705	5.699	0.001	6.077	0.003	5.127	0.003	4.311	0.028	3.816	0.035	3.619	0.029
NGC 2354	7.225	0.001	7.684	0.001	6.609	0.001	5.690	0.025	5.140	0.032	4.972	0.021
NGC 6475	3.005	0.001	3.169	0.003	2.760	0.004	2.939	0.024	2.854	0.034	2.810	0.025
NGC 1912	6.079	0.001	6.320	0.002	5.686	0.002	5.139	0.023	4.874	0.024	4.776	0.023
NGC 6281	5.369	0.001	5.619	0.001	4.982	0.002	4.462	0.024	4.124	0.029	4.015	0.025
IC 2714	6.530	0.001	6.954	0.002	5.934	0.001	5.076	0.027	4.602	0.039	4.441	0.029
NGC 2567	7.774	0.001	7.969	0.002	7.435	0.001	6.986	0.026	6.661	0.028	6.570	0.026
NGC 3532	3.154	0.001	3.334	0.001	2.872	0.002	2.835	0.025	2.646	0.033	2.562	0.025
NGC 4349	6.848	0.001	7.216	0.002	6.296	0.002	5.532	0.027	5.068	0.031	4.929	0.029
NGC 6494	5.287	0.001	5.615	0.002	4.799	0.002	4.143	0.024	3.821	0.034	3.675	0.023
NGC 2099	5.551	0.001	5.858	0.002	5.077	0.002	4.422	0.028	4.079	0.036	3.952	0.024
NGC 1662	6.230	0.001	6.638	0.001	5.665	0.001	4.829	0.028	4.414	0.038	4.292	0.021
NGC 2447	5.457	0.001	5.705	0.001	5.069	0.001	4.460	0.027	4.030	0.035	3.891	0.024
NGC 1342	6.504	0.001	6.955	0.001	5.891	0.001	4.980	0.029	4.554	0.043	4.403	0.022
NGC 2539	6.779	0.001	7.023	0.002	6.392	0.001	5.884	0.025	5.589	0.029	5.504	0.026
NGC 6633	4.789	0.001	5.111	0.003	4.325	0.003	4.019	0.025	3.736	0.034	3.630	0.022
Melotte 111	3.188	0.002	3.367	0.002	2.988	0.004	3.683	0.023	3.554	0.034	3.498	0.022
NGC 2527	6.021	0.000	6.240	0.001	5.680	0.001	5.206	0.025	4.969	0.036	4.861	0.025
IC 4756	4.812	0.001	5.220	0.002	4.262	0.002	3.468	0.023	3.055	0.024	2.917	0.022
NGC 6811	7.242	0.001	7.488	0.002	6.852	0.001	6.377	0.022	6.098	0.020	6.021	0.019
NGC 2632	3.153	0.001	3.392	0.002	2.805	0.002	2.961	0.023	2.796	0.025	2.734	0.020
NGC 2423	6.314	0.001	6.644	0.002	5.836	0.001	5.191	0.024	4.829	0.036	4.718	0.023
NGC 2355	8.036	0.001	8.413	0.003	7.501	0.003	6.814	0.025	6.447	0.030	6.334	0.025
NGC 1817	7.127	0.001	7.606	0.002	6.486	0.002	5.538	0.024	4.978	0.023	4.803	0.023
NGC 2477	5.556	0.001	6.061	0.002	4.890	0.001	3.93	0.025	3.431	0.030	3.250	0.025
NGC 5822	5.530	0.001	5.882	0.001	5.024	0.001	4.317	0.024	3.912	0.032	3.792	0.023
NGC 6134	6.799	0.001	7.332	0.002	6.113	0.001	5.314	0.026	4.821	0.031	4.673	0.027
Berkeley 81	10.575	0.001	11.559	0.010	9.541	0.004	8.059	0.032	7.340	0.032	7.075	0.028
NGC 3960	8.329	0.001	8.753	0.002	7.732	0.001	6.954	0.027	6.522	0.031	6.395	0.033
NGC 6583	9.015	0.001	9.681	0.004	8.189	0.003	7.180	0.029	6.596	0.03	6.413	0.030
NGC 1245	8.089	0.001	8.523	0.002	7.482	0.001	6.716	0.025	6.276	0.026	6.152	0.028
NGC 2360	6.549	0.001	6.862	0.002	6.080	0.001	5.481	0.026	5.149	0.030	5.053	0.026
Collinder 110	7.497	0.001	8.256	0.004	6.641	0.002	5.343	0.027	4.612	0.031	4.370	0.024
NGC 2660	8.818	0.001	9.423	0.004	8.050	0.002	7.119	0.031	6.521	0.039	6.315	0.031
NGC 7789	5.922	0.001	6.550	0.002	5.159	0.001	4.033	0.026	3.364	0.029	3.162	0.023
NGC 752	5.307	0.001	5.685	0.002	4.796	0.002	4.123	0.021	3.739	0.020	3.633	0.020
NGC 4337	8.742	0.001	9.319	0.002	8.012	0.001	7.027	0.029	6.490	0.035	6.329	0.028
NGC 3680	8.397	0.001	8.778	0.001	7.865	0.001	7.214	0.024	6.807	0.031	6.702	0.025
IC 4651	5.994	0.001	6.474	0.002	5.356	0.002	4.862	0.026	4.424	0.033	4.310	0.026
NGC 6819	7.186	0.001	7.772	0.003	6.449	0.002	5.417	0.024	4.724	0.023	4.529	0.021
NGC 2420	8.061	0.001	8.460	0.003	7.495	0.002	6.826	0.024	6.319	0.024	6.199	0.026
Ruprecht 147	5.123	0.001	5.594	0.003	4.52	0.003	3.995	0.024	3.559	0.032	3.418	0.02
NGC 2682	5.850	0.001	6.361	0.001	5.196	0.001	4.336	0.023	3.774	0.023	3.615	0.022
NGC 7142	8.753	0.001	9.524	0.003	7.892	0.002	6.627	0.028	5.913	0.037	5.724	0.024
NGC 2112	7.564	0.001	8.542	0.004	6.582	0.002	4.973	0.023	4.185	0.029	3.896	0.024
NGC 6253	7.560	0.001	8.235	0.003	6.758	0.002	5.600	0.026	4.903	0.034	4.697	0.024
Trumpler 5	7.674	0.002	8.613	0.009	6.687	0.008	5.161	0.026	4.198	0.034	3.686	0.024
NGC 188	7.678	0.001	8.260	0.003	6.961	0.002	5.954	0.028	5.316	0.036	5.157	0.027
Collinder 261	7.730	0.001	8.521	0.006	6.833	0.003	5.447	0.026	4.577	0.035	4.265	0.026

Tabela 22 – Valores de magnitudes integradas aparentes e suas incertezas para as bandas  $G$ ,  $G_{BP}$ ,  $G_{RP}$ ,  $J$ ,  $H$  e  $K_S$ .

Cluster	$I_{MG}$	$I_{Mbp}$	$I_{Mrp}$	$I_{Mj}$	$I_{Mh}$	$I_{Mk}$
IC 2602	-3.141	-3.151	-3.053	-2.882	-2.925	-2.966
IC 4665	-2.420	-2.439	-2.441	-2.487	-2.498	-2.498
IC 2391	-2.298	-2.317	-2.236	-2.213	-2.283	-2.331
Blanco 1	-1.394	-1.293	-1.567	-1.860	-2.056	-2.124
Melotte 22	-3.068	-3.023	-3.142	-3.171	-3.300	-3.361
NGC 6192	-5.328	-5.179	-5.655	-6.029	-6.319	-6.392
NGC 2516	-5.500	-5.130	-5.976	-5.063	-5.139	-5.190
NGC 3114	-6.085	-5.936	-6.366	-6.687	-7.032	-7.150
NGC 2287	-4.289	-4.116	-4.578	-5.092	-5.465	-5.635
NGC 1039	-3.129	-3.076	-3.253	-3.399	-3.526	-3.557
NGC 6705	-6.933	-6.859	-7.203	-7.498	-7.829	-7.934
NGC 2354	-3.730	-3.381	-4.236	-4.964	-5.455	-5.590
NGC 6475	-4.360	-4.227	-4.574	-4.340	-4.408	-4.442
NGC 1912	-4.631	-4.509	-4.907	-5.250	-5.450	-5.512
NGC 6281	-3.614	-3.448	-3.918	-4.294	-4.587	-4.670
IC 2714	-5.032	-4.825	-5.413	-5.899	-6.256	-6.352
NGC 2567	-3.937	-3.819	-4.199	-4.515	-4.798	-4.865
NGC 3532	-5.334	-5.169	-5.602	-5.615	-5.797	-5.876
NGC 4349	-5.641	-5.516	-5.953	-6.301	-6.635	-6.701
NGC 6494	-4.540	-4.390	-4.852	-5.204	-5.429	-5.521
NGC 2099	-5.809	-5.694	-6.092	-6.417	-6.657	-6.725
NGC 1662	-2.139	-1.859	-2.576	-3.192	-3.538	-3.621
NGC 2447	-4.721	-4.495	-5.087	-5.659	-6.077	-6.209
NGC 1342	-3.534	-3.339	-3.892	-4.365	-4.652	-4.725
NGC 2539	-3.878	-3.679	-4.221	-4.651	-4.922	-4.994
NGC 6633	-3.464	-3.237	-3.835	-3.980	-4.212	-4.289
Melotte 111	-1.481	-1.302	-1.681	-0.986	-1.115	-1.171
NGC 2527	-2.924	-2.730	-3.239	-3.669	-3.892	-3.992
IC 4756	-3.930	-3.605	-4.398	-5.050	-5.418	-5.531
NGC 6811	-3.212	-3.009	-3.559	-3.961	-4.216	-4.281
NGC 2632	-3.269	-3.047	-3.600	-3.413	-3.570	-3.626
NGC 2423	-3.779	-3.510	-4.197	-4.738	-5.067	-5.160
NGC 2355	-3.510	-3.201	-3.979	-4.551	-4.881	-4.973
NGC 1817	-4.489	-4.161	-4.981	-5.671	-6.149	-6.278
NGC 2477	-6.120	-5.864	-6.539	-7.074	-7.438	-7.544
NGC 5822	-4.307	-4.028	-4.740	-5.323	-5.688	-5.786
NGC 6134	-4.412	-4.146	-4.834	-5.178	-5.527	-5.594
Berkeley 81	-4.873	-4.524	-5.276	-5.670	-6.044	-6.118
NGC 3960	-4.179	-3.979	-4.553	-4.946	-5.257	-5.316
NGC 6583	-4.237	-3.954	-4.683	-5.035	-5.411	-5.478
NGC 1245	-4.831	-4.571	-5.267	-5.735	-6.082	-6.153
NGC 2360	-3.919	-3.664	-4.330	-4.830	-5.130	-5.209
Collinder 110	-5.409	-4.993	-5.925	-6.635	-7.181	-7.320
NGC 2660	-4.545	-4.244	-5.010	-5.420	-5.853	-5.968
NGC 7789	-6.354	-5.938	-6.905	-7.668	-8.222	-8.360
NGC 752	-3.119	-2.764	-3.608	-4.241	-4.613	-4.712
NGC 4337	-4.286	-3.979	-4.748	-5.269	-5.660	-5.740
NGC 3680	-1.908	-1.584	-2.383	-2.937	-3.313	-3.401
IC 4651	-4.002	-3.577	-4.584	-4.982	-5.389	-5.486
NGC 6819	-5.381	-4.903	-6.010	-6.857	-7.491	-7.653
NGC 2420	-3.972	-3.597	-4.513	-5.141	-5.635	-5.748
Ruprecht 147	-2.475	-2.016	-3.065	-3.569	-3.998	-4.135
NGC 2682	-3.975	-3.489	-4.605	-5.424	-5.973	-6.124
NGC 7142	-3.900	-3.397	-4.495	-5.300	-5.868	-5.976
NGC 2112	-4.643	-4.151	-5.142	-5.919	-6.444	-6.587
NGC 6253	-4.241	-3.730	-4.878	-5.752	-6.360	-6.516
Trumpler 5	-6.630	-6.113	-7.198	-8.000	-8.734	-9.119
NGC 188	-3.504	-2.938	-4.205	-5.183	-5.813	-5.966
Collinder 261	-5.369	-4.787	-6.058	-7.088	-7.845	-8.094

Tabela 23 – Valores de magnitudes integradas absolutas para as bandas  $G$ ,  $G_{BP}$ ,  $G_{RP}$ ,  $J$ ,  $H$  e  $K_S$ .

## APÊNDICE B – Figuras

Apêndice contendo figuras de panoramas para cada um dos aglomerados. A indicação dos centros dos aglomerados em meio a distribuição espacial dos membros é mostrada nos painéis das Figuras 101, 102, 103, 104 e 105. As relações entre  $\mu_\alpha^*$ ,  $\mu_\delta$  e  $\varpi$  são apresentados no painéis das Figuras 111, 112, 113, 114, 115, 116, 117, 118, 119, 120, 121, 122, 123, 124 e 125. Os perfis radiais dos aglomerados são apresentados nas Figuras 106, 107, 108, 109 e 110. Os CMDs dos aglomerados nos painéis das Figuras 126, 127, 128, 129 e 130.

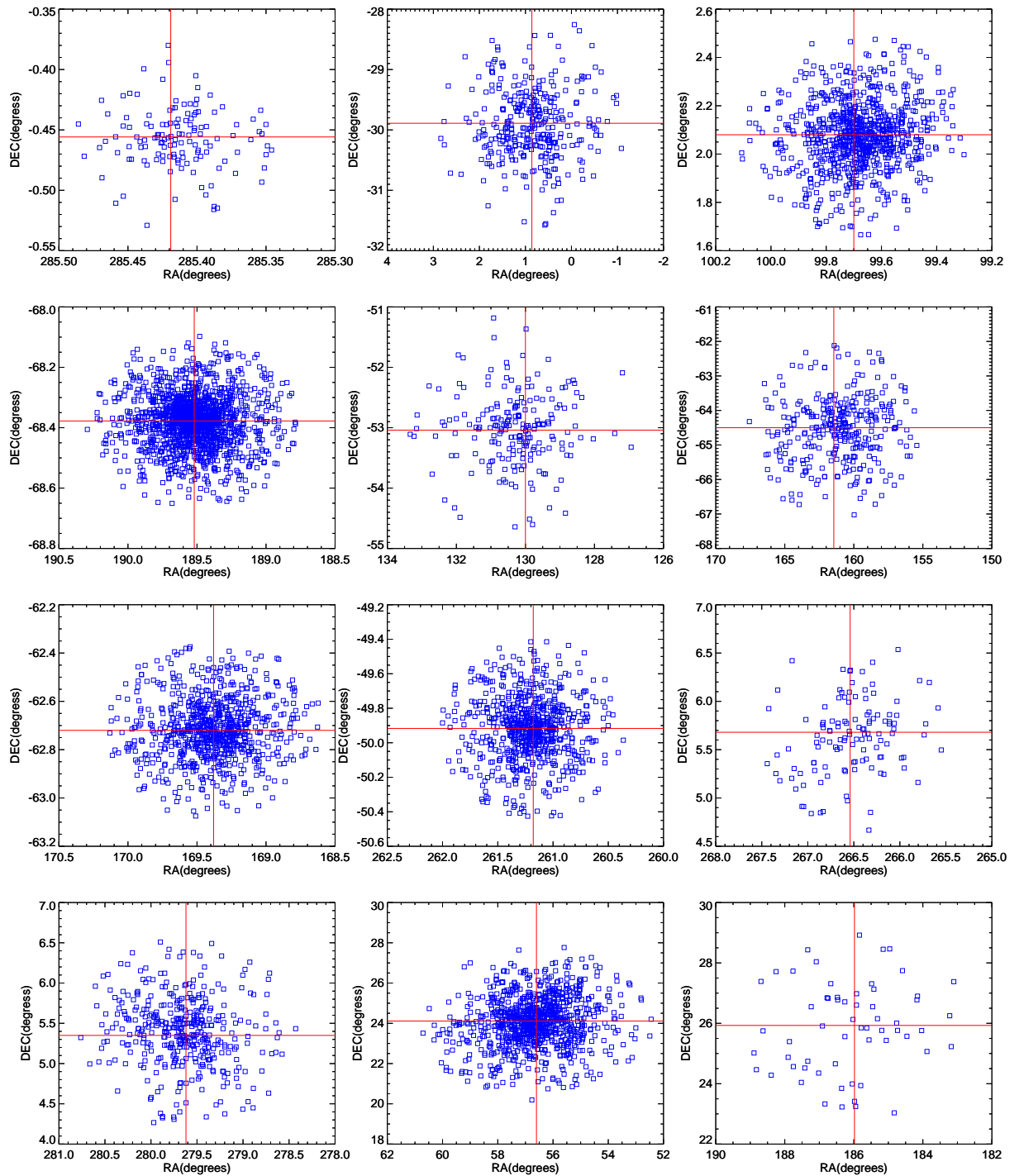


Figura 101 – Marcação dos centros dos aglomerados caracterizados neste trabalho. Os aglomerados representados ordenados da esquerda para a direita e de cima para baixo na seguinte ordem: Berkelet81, Blanco1, Collinder110, Collinder261, IC2391, IC2602, IC2714, IC4651, IC4665, IC4756, Melotte22 e Melotte111.

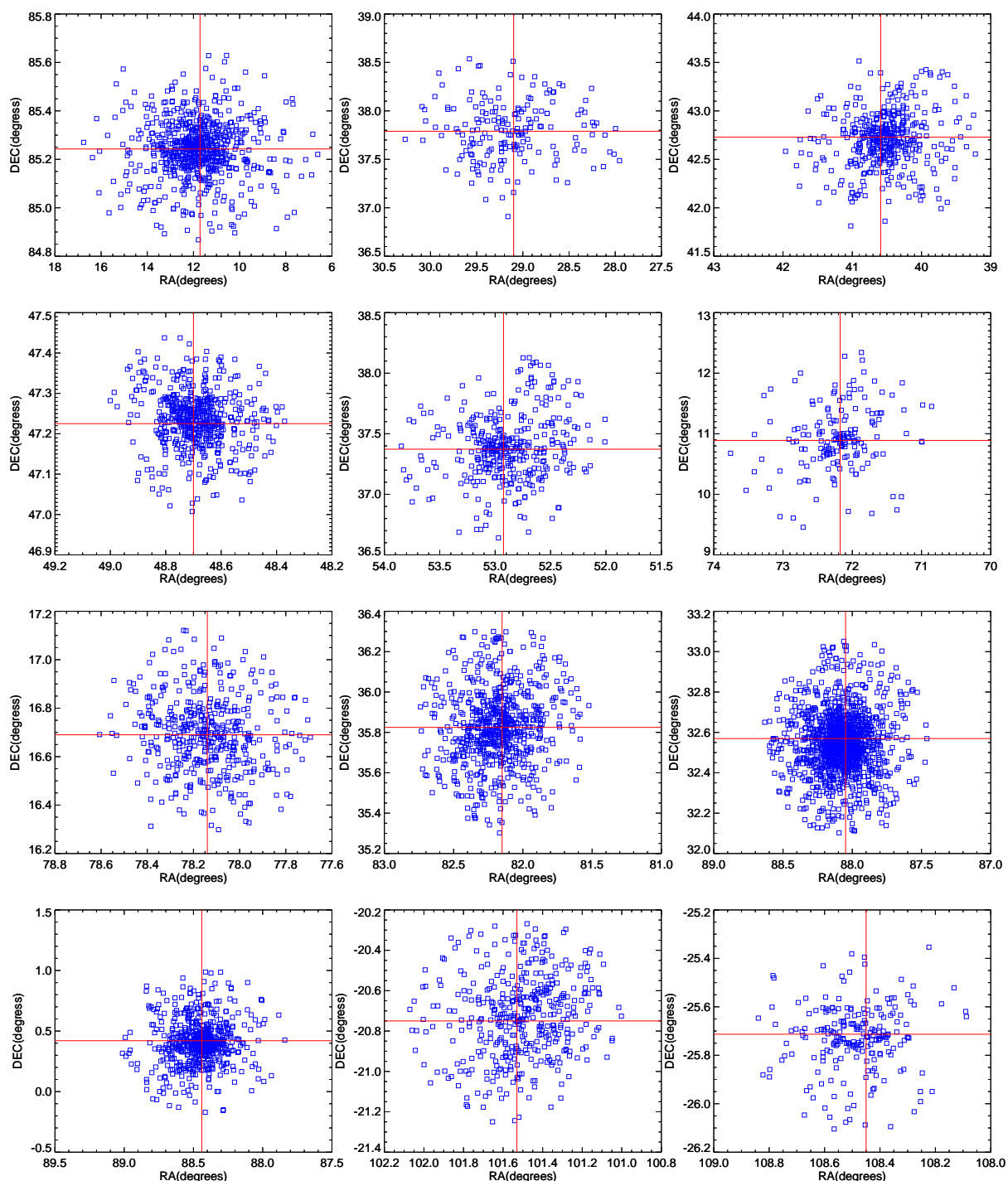


Figura 102 – Marcação dos centros dos aglomerados caracterizados neste trabalho. Os aglomerados representados ordenados da esquerda para a direita e de cima para baixo na seguinte ordem: NGC188, NGC752, NGC1039, NGC1245, NGC1342, NGC1662, NGC1817, NGC1912, NGC2099, NGC2112, NGC2287 e NGC2354.

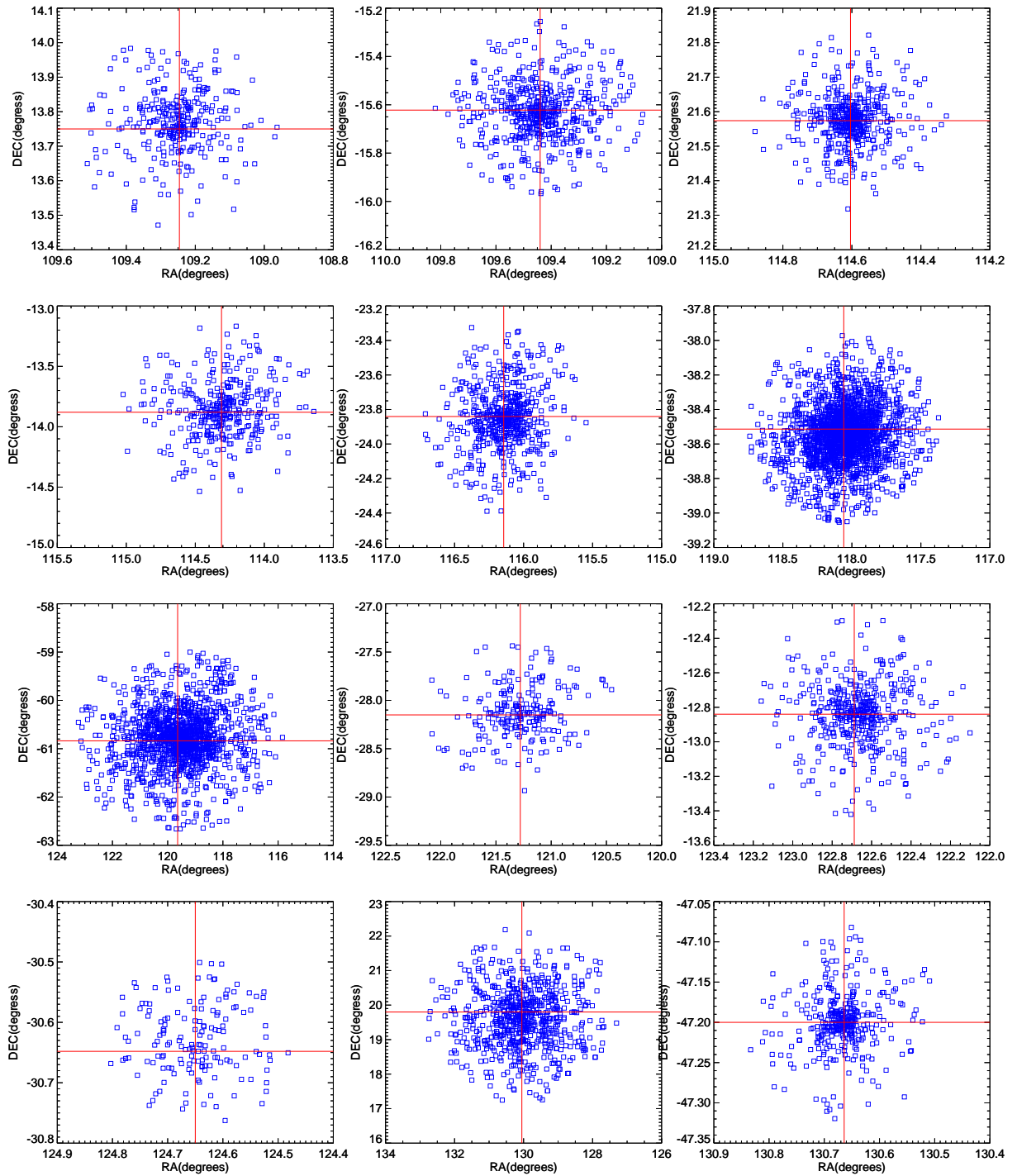


Figura 103 – Marcação dos centros dos aglomerados caracterizados neste trabalho. Os aglomerados representados ordenados da esquerda para a direita e de cima para baixo na seguinte ordem: NGC2355, NGC2360, NGC2420, NGC2423, NGC2447, NGC2477, NGC2516, NGC2527, NGC2539, NGC2567, NGC2632 e NGC2660.

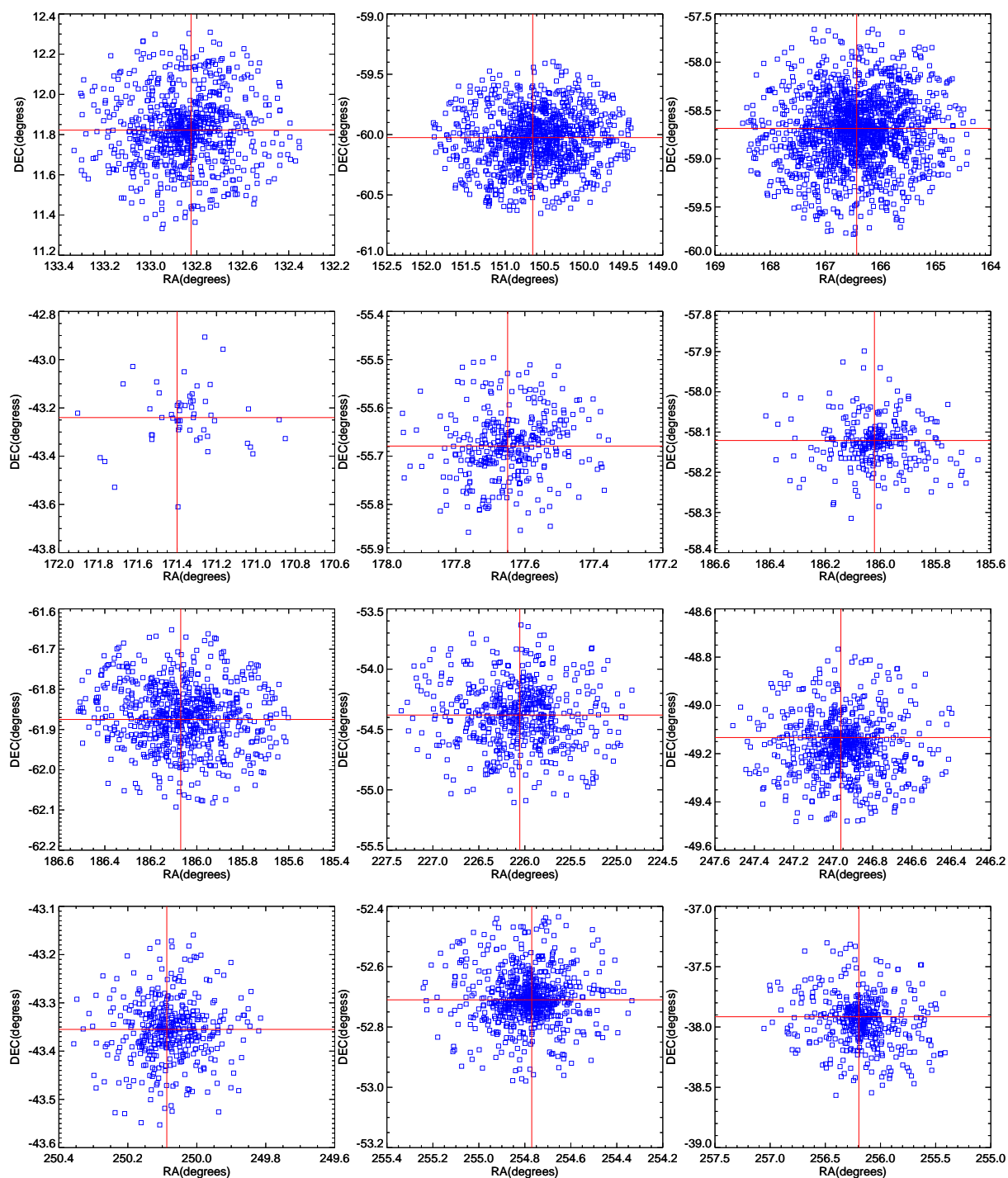


Figura 104 – Marcação dos centros dos aglomerados caracterizados neste trabalho. Os aglomerados representados ordenados da esquerda para a direita e de cima para baixo na seguinte ordem: NGC2682, NGC3114, NGC3532, NGC3680, NGC3960, NGC4337, NGC4349, NGC5822, NGC6134, NGC6192, NGC6253 e NGC6281.

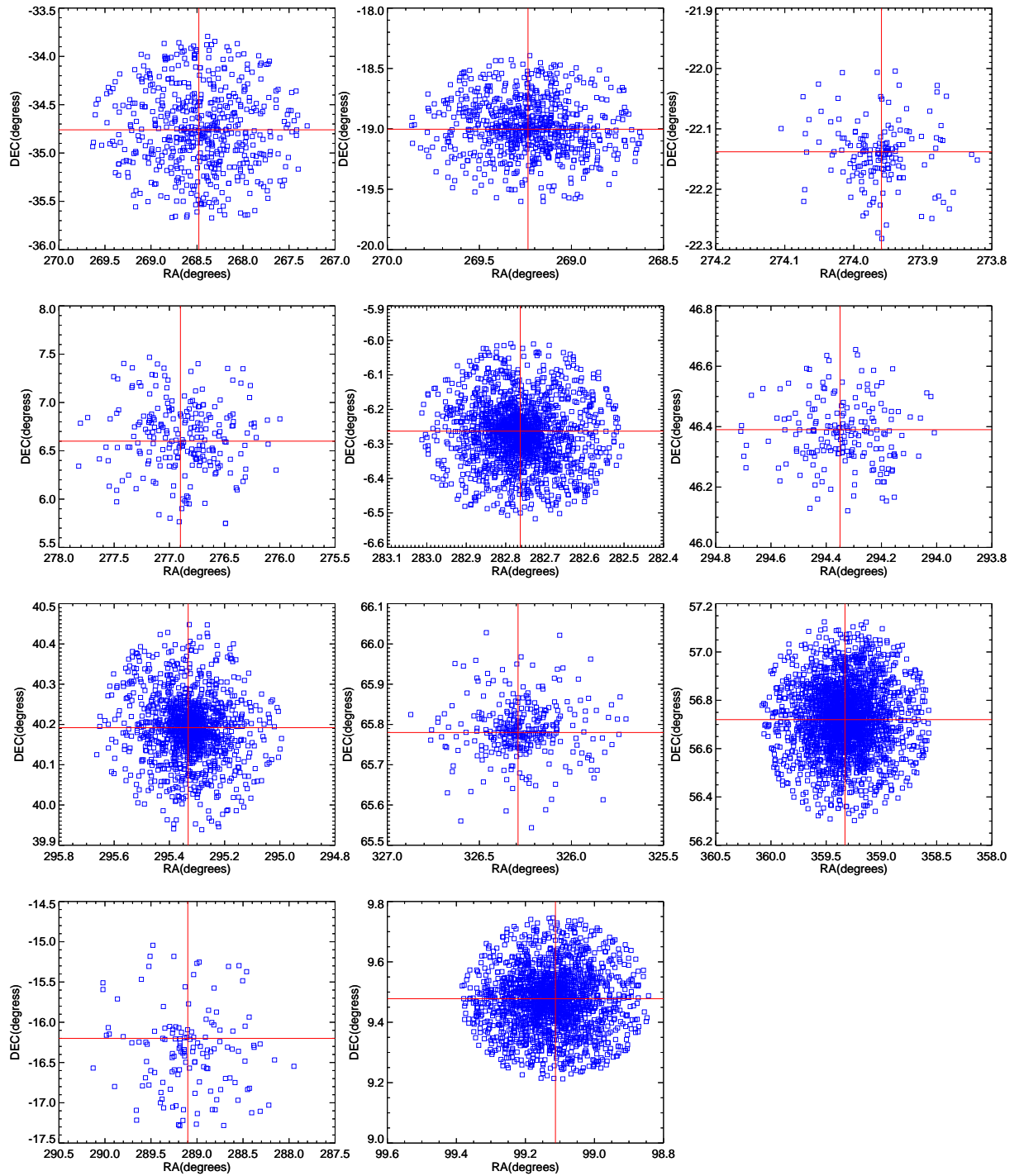


Figura 105 – Marcação dos centros dos aglomerados caracterizados neste trabalho. Os aglomerados representados ordenados da esquerda para a direita e de cima para baixo na seguinte ordem: NGC6475, NGC6494, NGC6583, NGC6633, NGC6705, NGC6811, NGC6819, NGC7142, NGC7789, Ruprecht147 e Trumpler5.

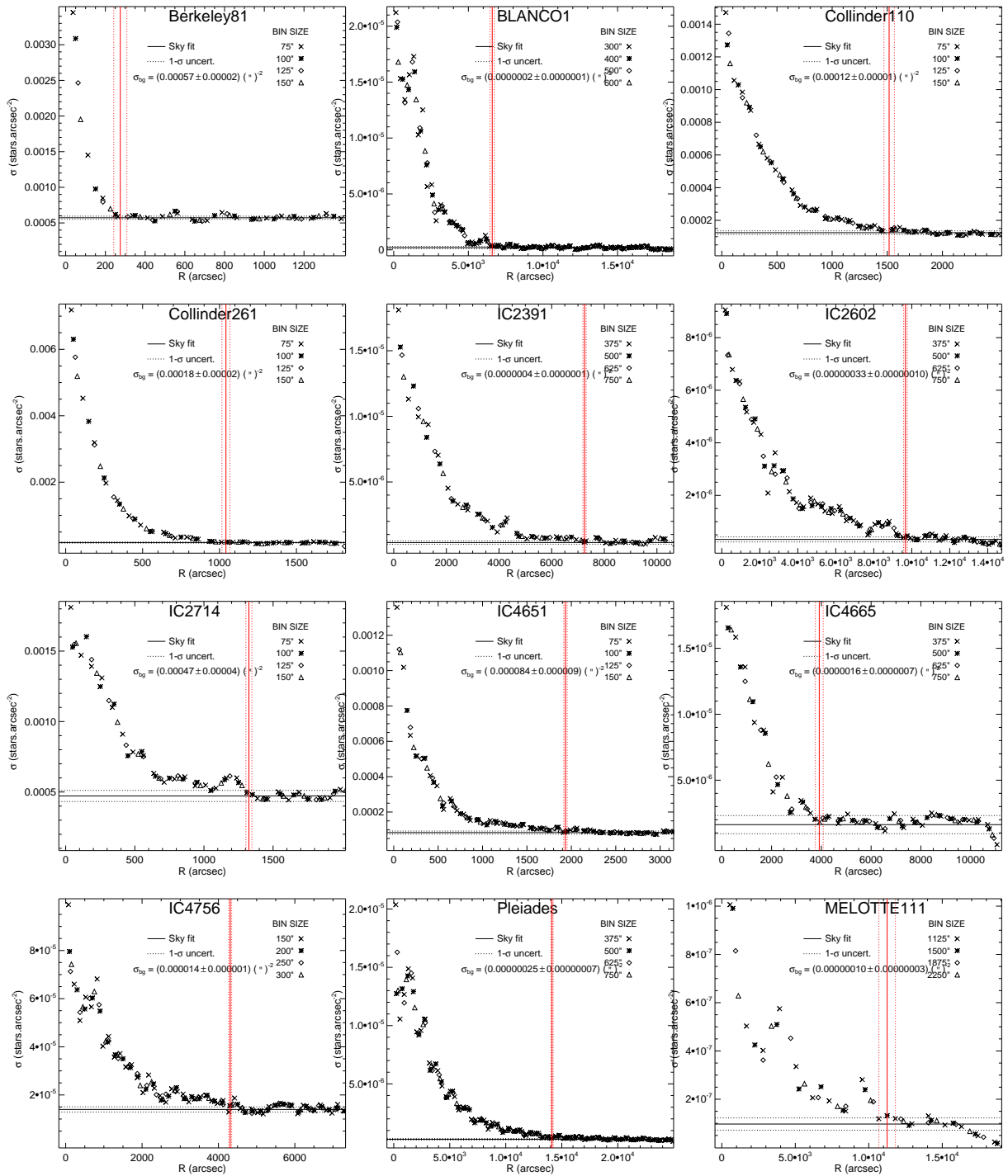


Figura 106 – Perfis de densidade radial dos aglomerados caracterizados neste trabalho. Os aglomerados representados ordenados da esquerda para a direita e de cima para baixo na seguinte ordem: Berkeley81, Blanco1, Collinder110, Collinder261, IC2391, IC2602, IC2714, IC4651, IC4665, IC4756, Melotte22 e Melotte111.

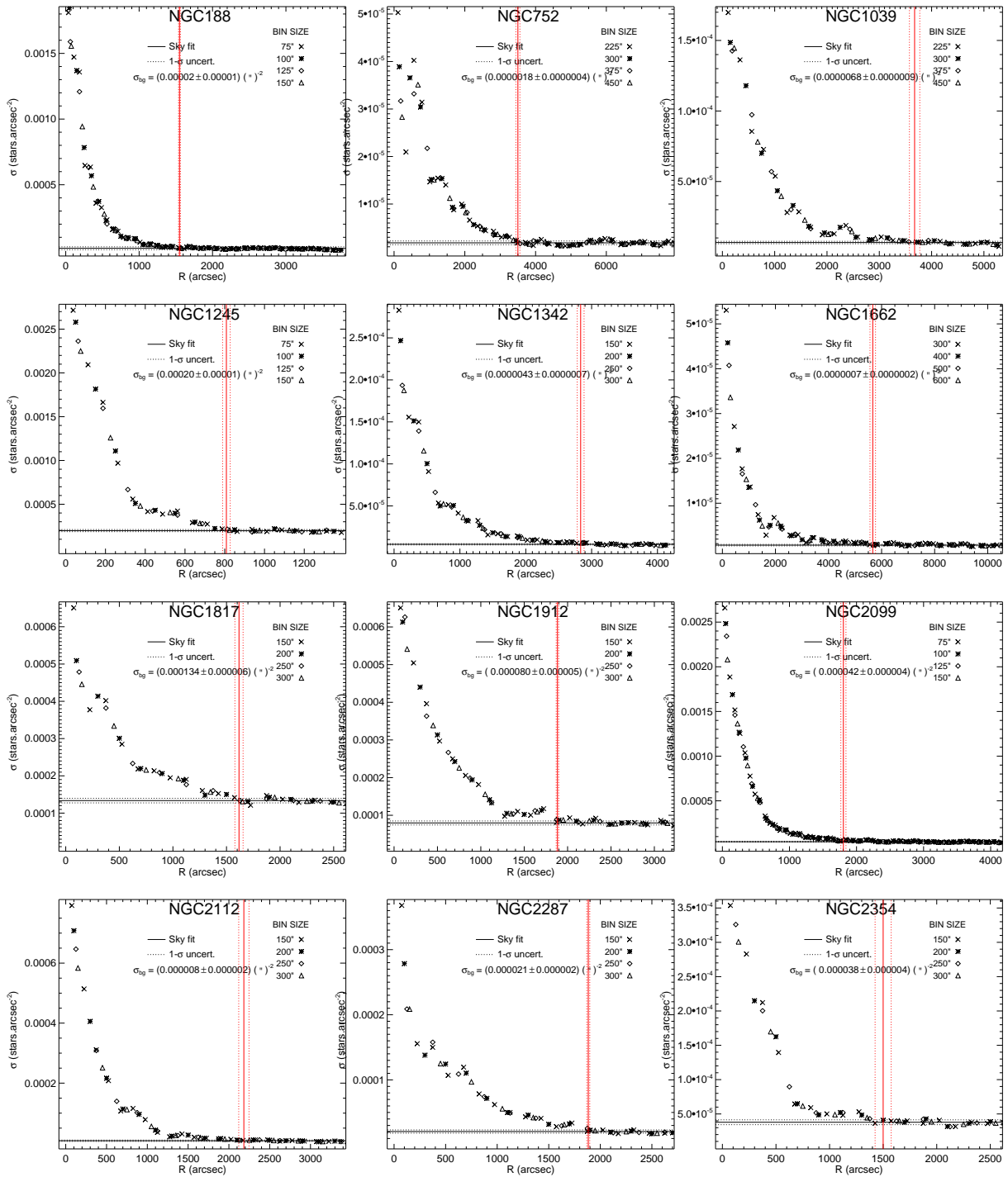


Figura 107 – Perfis de densidade radial dos aglomerados caracterizados neste trabalho. Os aglomerados representados ordenados da esquerda para a direita e de cima para baixo na seguinte ordem: NGC188, NGC752, NGC1039, NGC1245, NGC1342, NGC1662, NGC1817, NGC1912, NGC2099, NGC2112, NGC2287 e NGC2354.

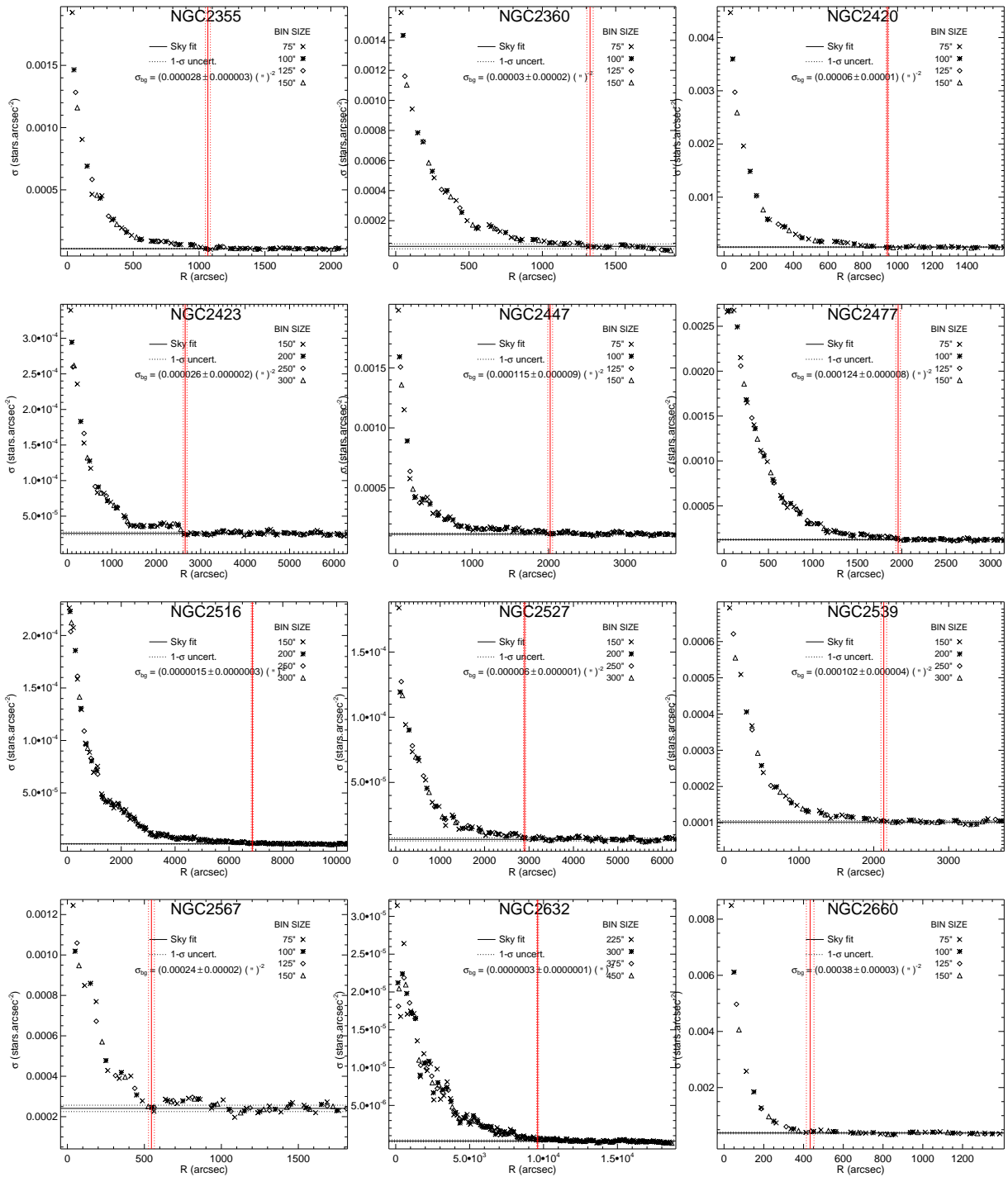


Figura 108 – Perfis de densidade radial dos aglomerados caracterizados neste trabalho. Os aglomerados representados ordenados da esquerda para a direita e de cima para baixo na seguinte ordem: NGC2355, NGC2360, NGC2420, NGC2423, NGC2447, NGC2477, NGC2516, NGC2527, NGC2539, NGC2567, NGC2632 e NGC2660.

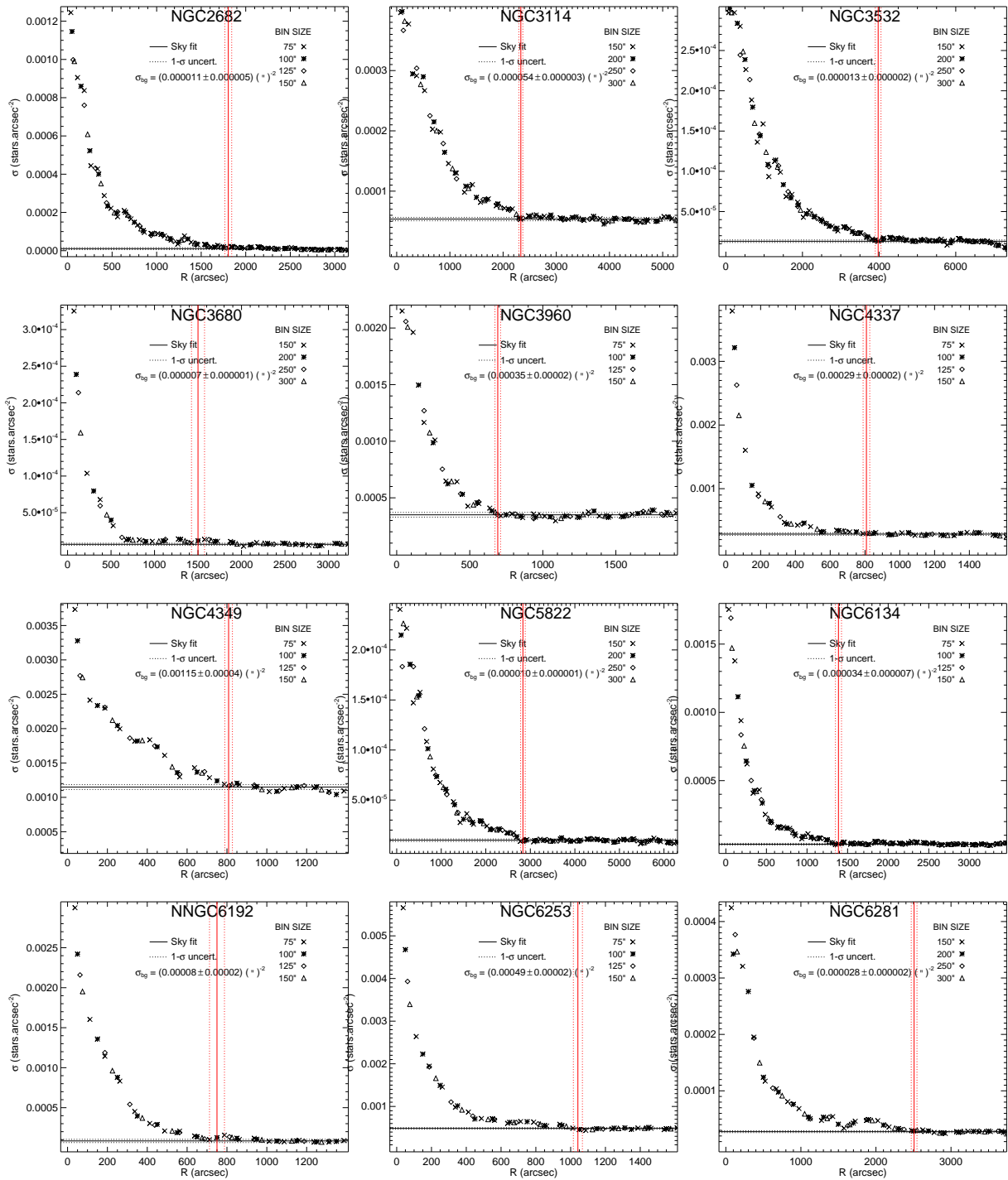


Figura 109 – Perfis de densidade radial dos aglomerados caracterizados neste trabalho. Os aglomerados representados ordenados da esquerda para a direita e de cima para baixo na seguinte ordem: NGC2682, NGC3114, NGC3532, NGC3680, NGC3960, NGC4337, NGC4349, NGC5822, NGC6134, NGC6192, NGC6253 e NGC6281.

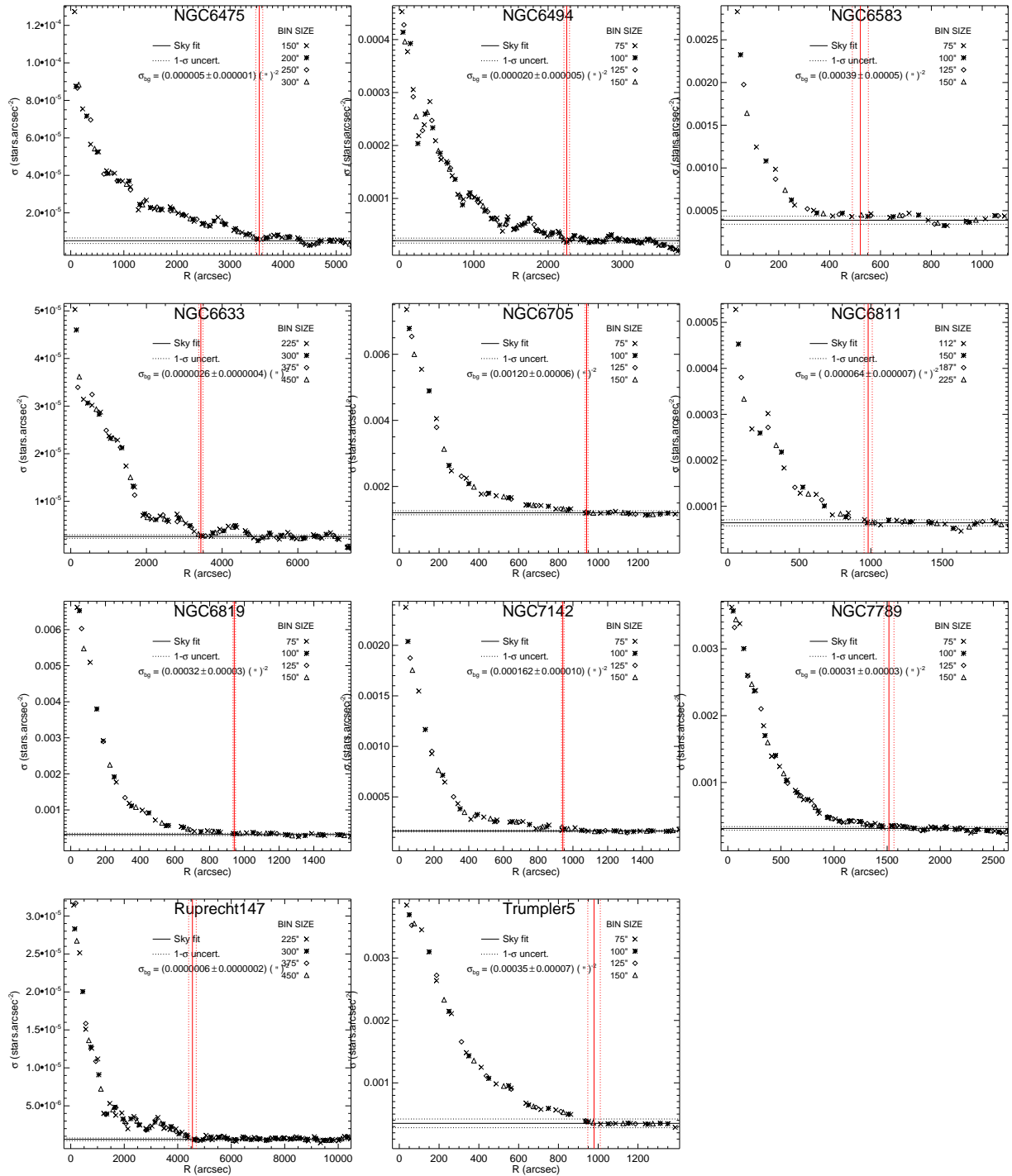


Figura 110 – Perfis de densidade radial dos aglomerados caracterizados neste trabalho. Os aglomerados representados ordenados da esquerda para a direita e de cima para baixo na seguinte ordem: NGC6475, NGC6494, NGC6583, NGC6633, NGC6705, NGC6811, NGC6819, NGC7142, NGC7789, Ruprecht147 e Trumpler5.

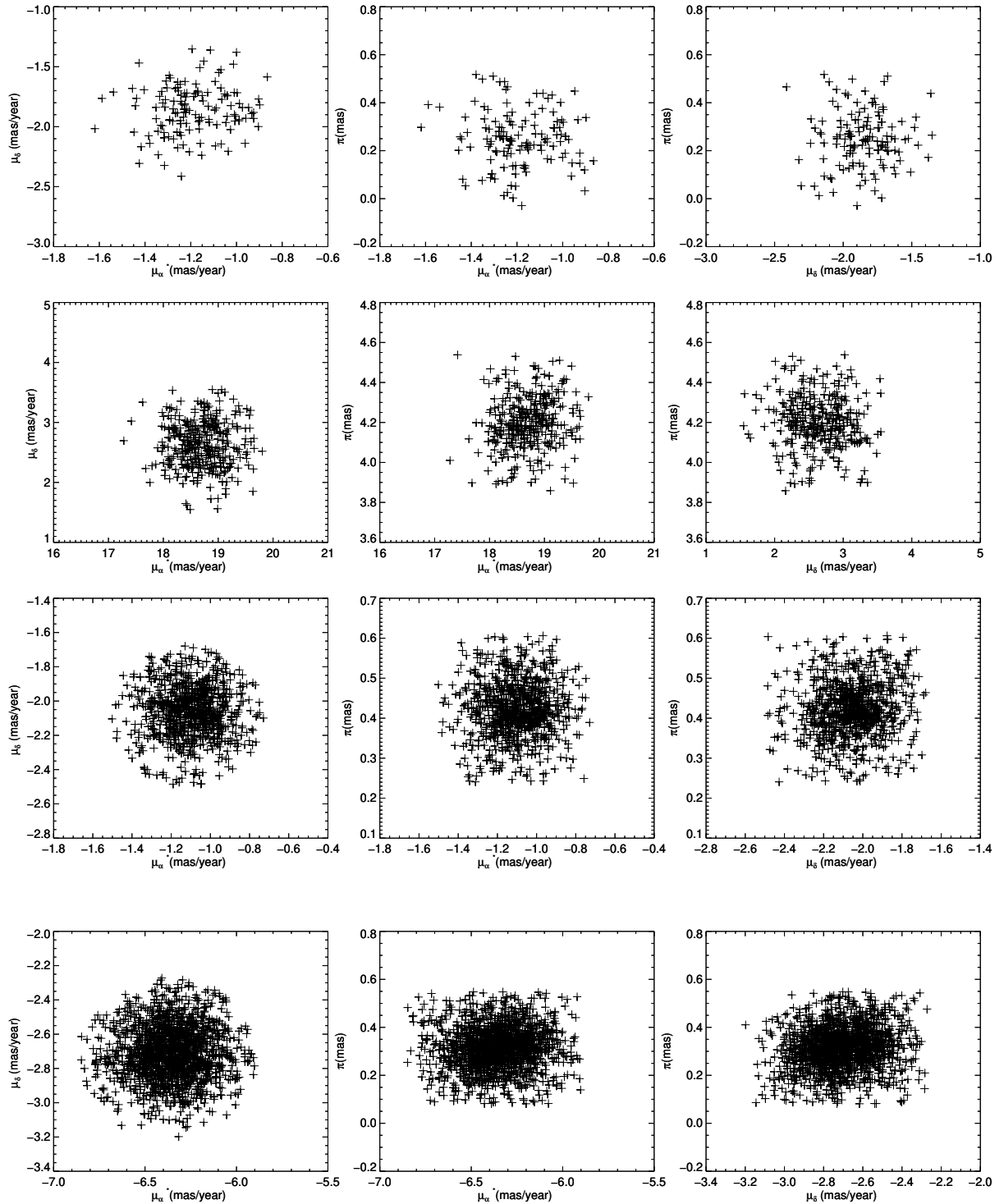


Figura 111 – Relação entre movimento próprio e paralaxe para a lista final de membros dos aglomerados caracterizados neste trabalho. Os panoramas de cada aglomerado estão dispostos nos painéis em linha da esquerda para a direita. Os aglomerados estão ordenados de cima para baixo na seguinte ordem: Berkeley81, Blanco1, Collinder110 e Collinder261.

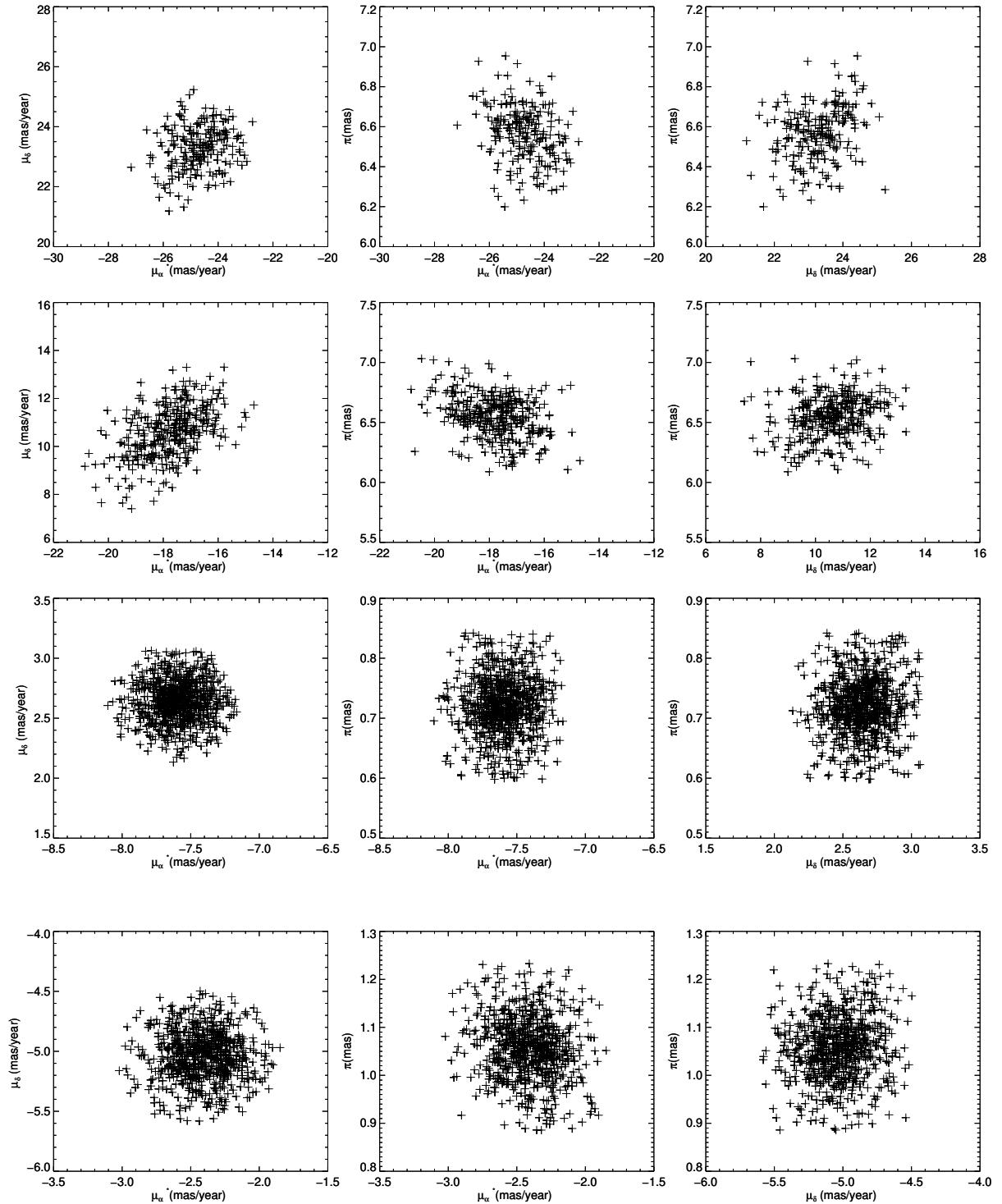


Figura 112 – Relação entre movimento próprio e paralaxe para a lista final de membros dos aglomerados caracterizados neste trabalho. Os panoramas de cada aglomerado estão dispostos nos painéis em linha da esquerda para a direita. Os aglomerados estão ordenados de cima para baixo na seguinte ordem: IC2391, IC2602, IC2714 e IC4651.

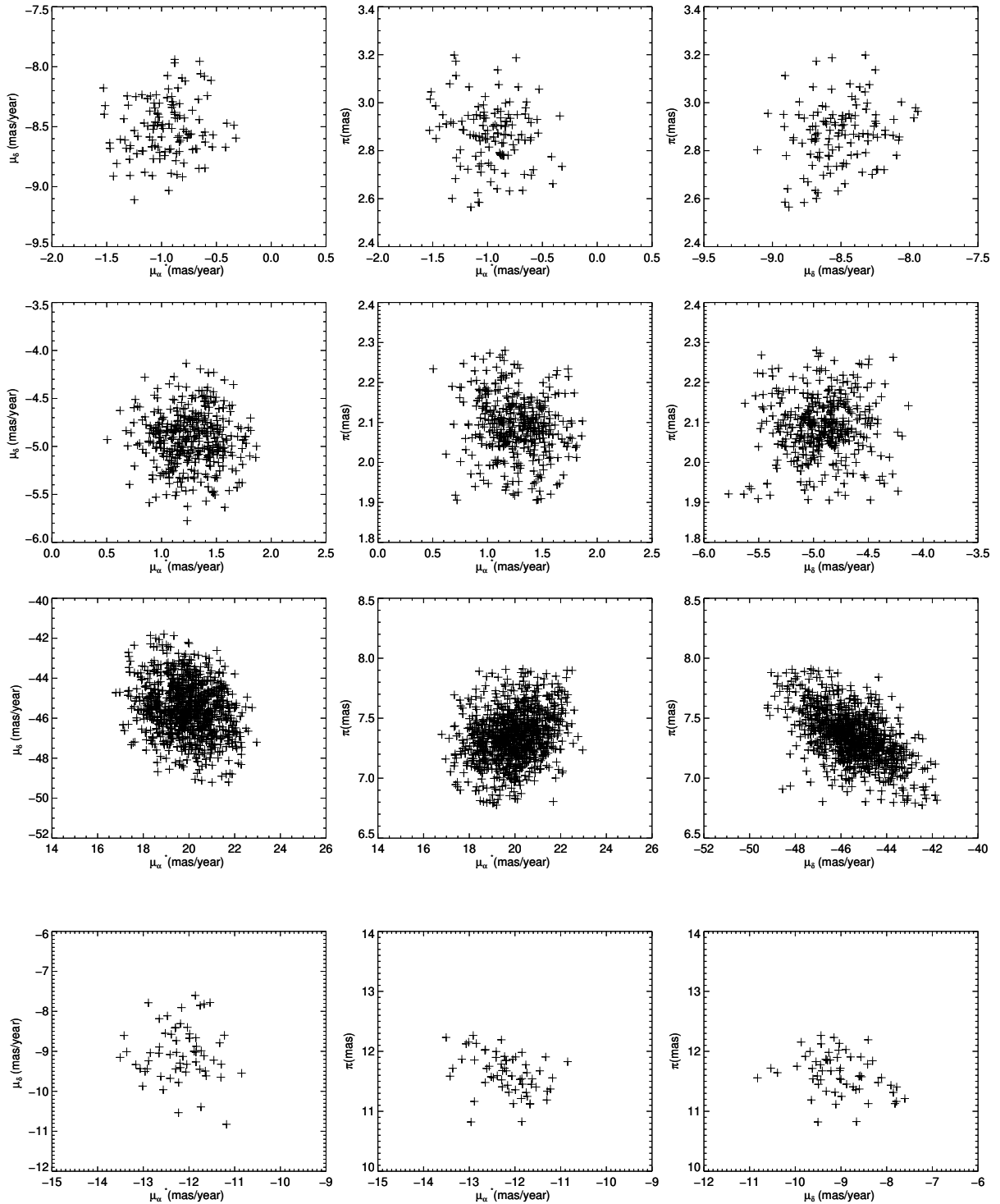


Figura 113 – Relação entre movimento próprio e paralaxe para a lista final de membros dos aglomerados caracterizados neste trabalho. Os panoramas de cada aglomerado estão dispostos nos painéis em linha da esquerda para a direita. Os aglomerados estão ordenados de cima para baixo na seguinte ordem: IC4665, IC4756, Melotte22 e Melotte111.

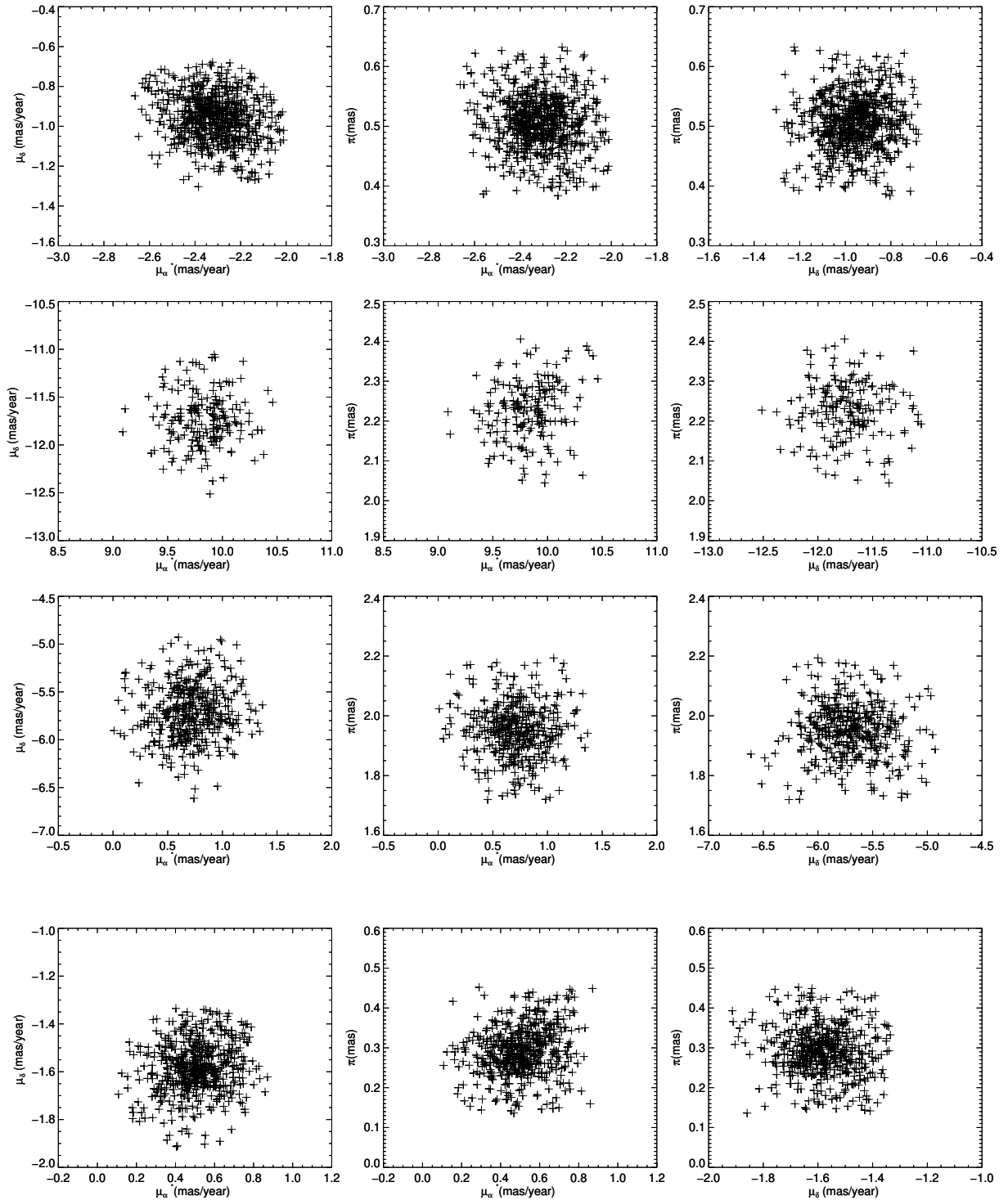


Figura 114 – Relação entre movimento próprio e paralaxe para a lista final de membros dos aglomerados caracterizados neste trabalho. Os panoramas de cada aglomerado estão dispostos nos painéis em linha da esquerda para a direita. Os aglomerados estão ordenados de cima para baixo na seguinte ordem: NGC188, NGC752, NGC1039 e NGC1245.

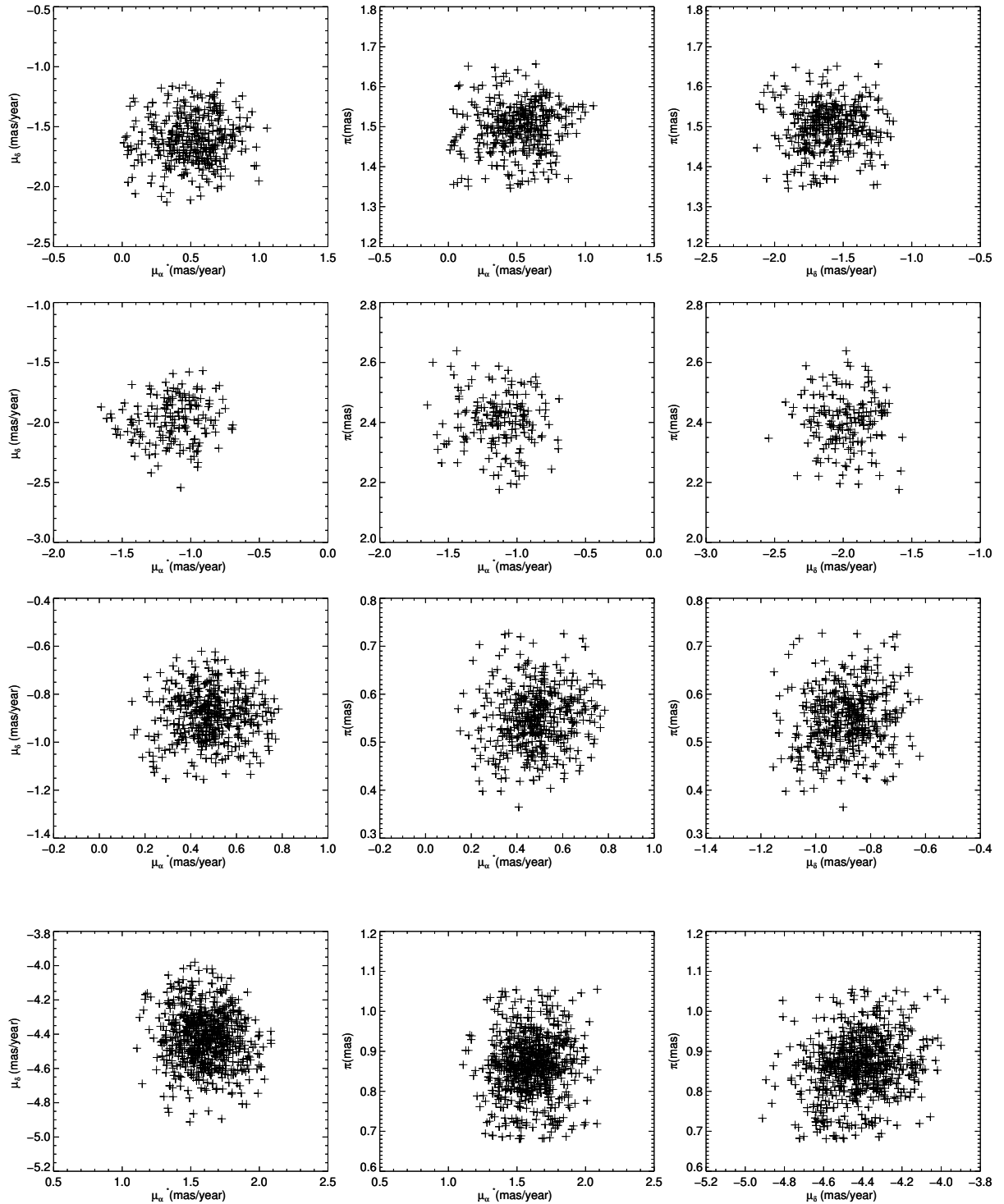


Figura 115 – Relação entre movimento próprio e paralaxe para a lista final de membros dos aglomerados caracterizados neste trabalho. Os panoramas de cada aglomerado estão dispostos nos painéis em linha da esquerda para a direita. Os aglomerados estão ordenados de cima para baixo na seguinte ordem: NGC1342, NGC1662, NGC1817 e NGC1912.

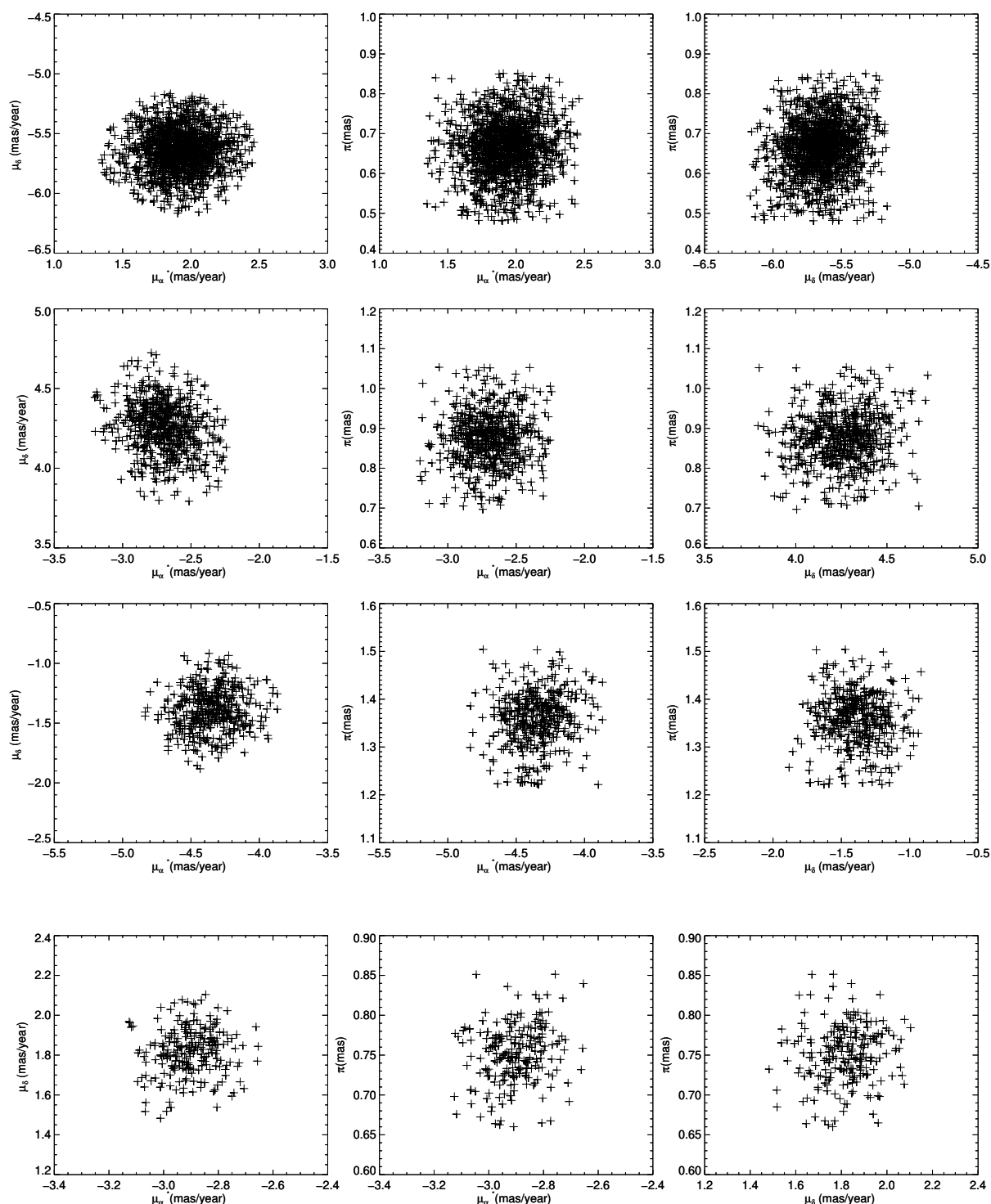


Figura 116 – Relação entre movimento próprio e paralaxe para a lista final de membros dos aglomerados caracterizados neste trabalho. Os panoramas de cada aglomerado estão dispostos nos painéis em linha da esquerda para a direita. Os aglomerados estão ordenados de cima para baixo na seguinte ordem: NGC2099, NGC2112, NGC2287 e NGC2354.

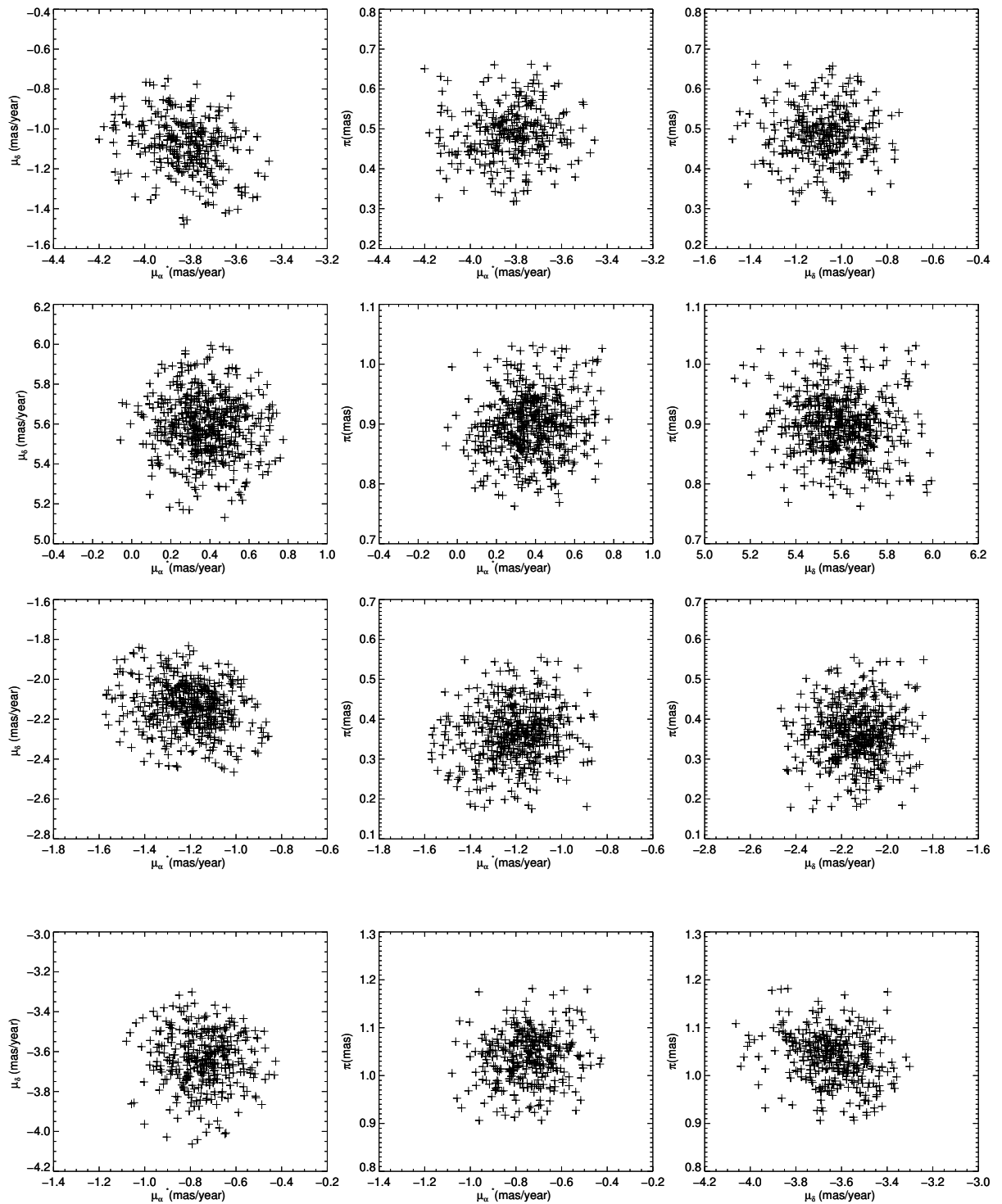


Figura 117 – Relação entre movimento próprio e paralaxe para a lista final de membros dos aglomerados caracterizados neste trabalho. Os panoramas de cada aglomerado estão dispostos nos painéis em linha da esquerda para a direita. Os aglomerados estão ordenados de cima para baixo na seguinte ordem: NGC2355, NGC2360, NGC2420 e NGC2423.

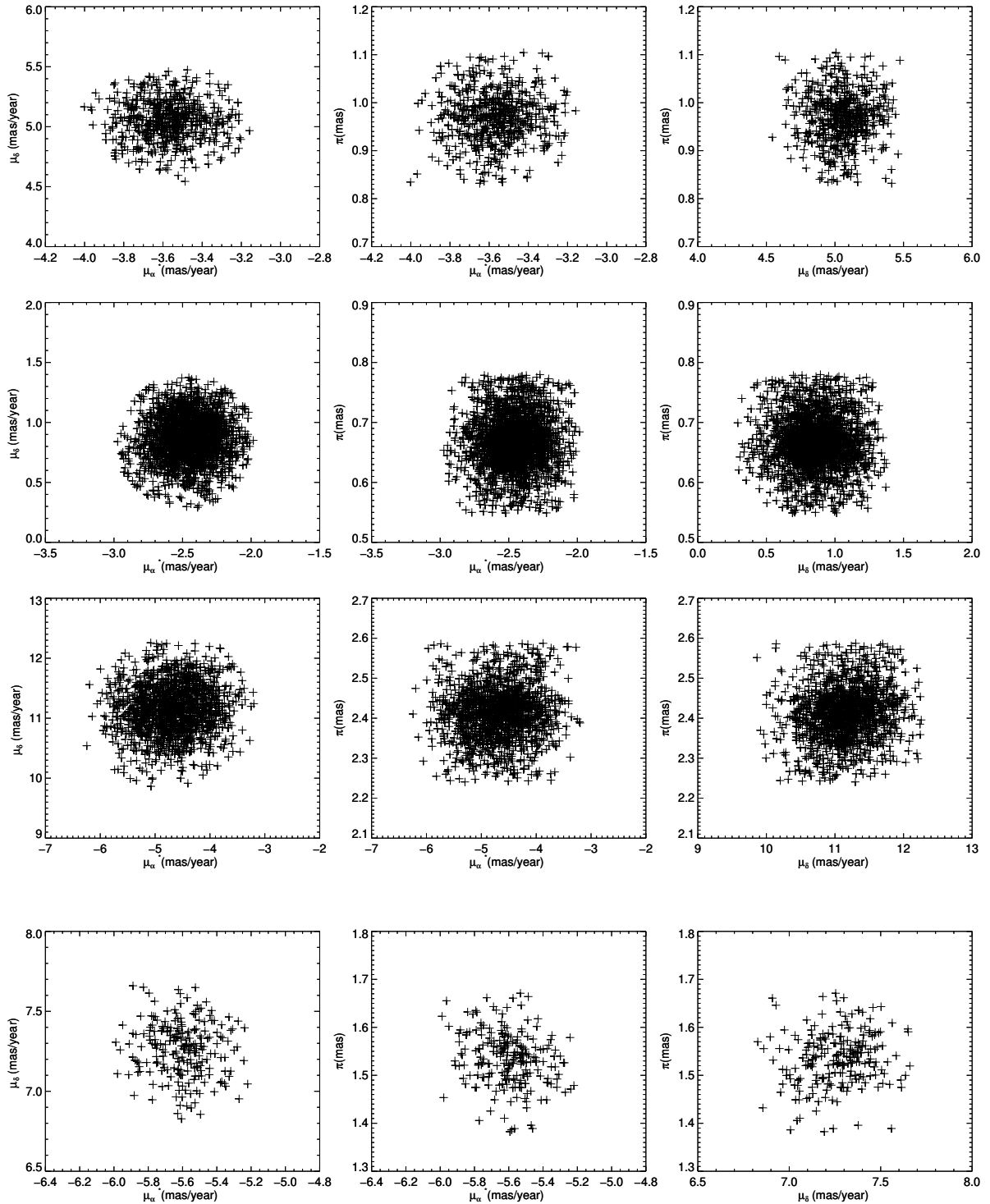


Figura 118 – Relação entre movimento próprio e paralaxe para a lista final de membros dos aglomerados caracterizados neste trabalho. Os panoramas de cada aglomerado estão dispostos nos painéis em linha da esquerda para a direita. Os aglomerados estão ordenados de cima para baixo na seguinte ordem: NGC2447, NGC2477, NGC2516 e NGC2527.

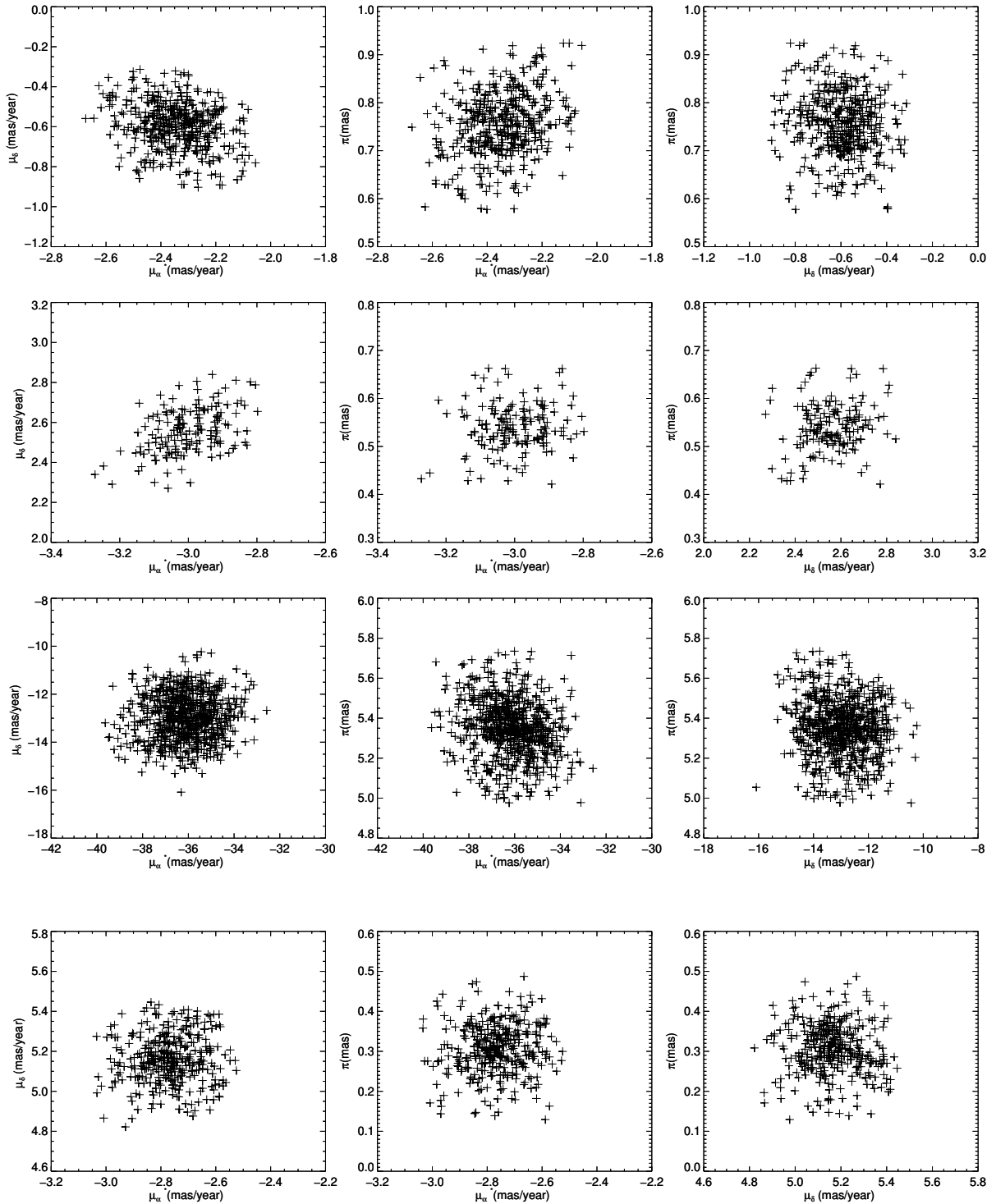


Figura 119 – Relação entre movimento próprio e paralaxe para a lista final de membros dos aglomerados caracterizados neste trabalho. Os panoramas de cada aglomerado estão dispostos nos painéis em linha da esquerda para a direita. Os aglomerados estão ordenados de cima para baixo na seguinte ordem: NGC2539, NGC2567, NGC2632 e NGC2660.

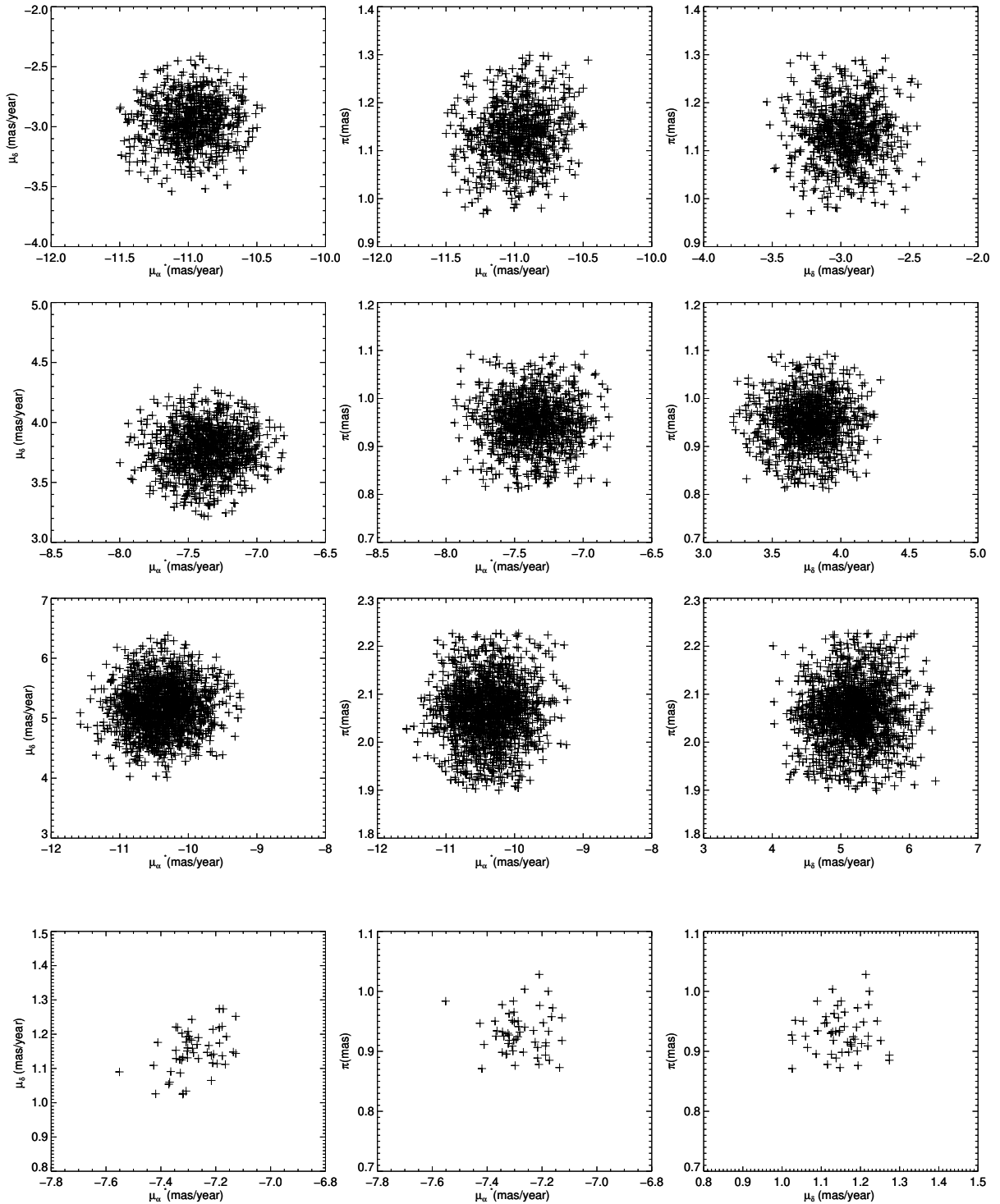


Figura 120 – Relação entre movimento próprio e paralaxe para a lista final de membros dos aglomerados caracterizados neste trabalho. Os panoramas de cada aglomerado estão dispostos nos painéis em linha da esquerda para a direita. Os aglomerados estão ordenados de cima para baixo na seguinte ordem: NGC2682, NGC3114, NGC3532 e NGC3680.

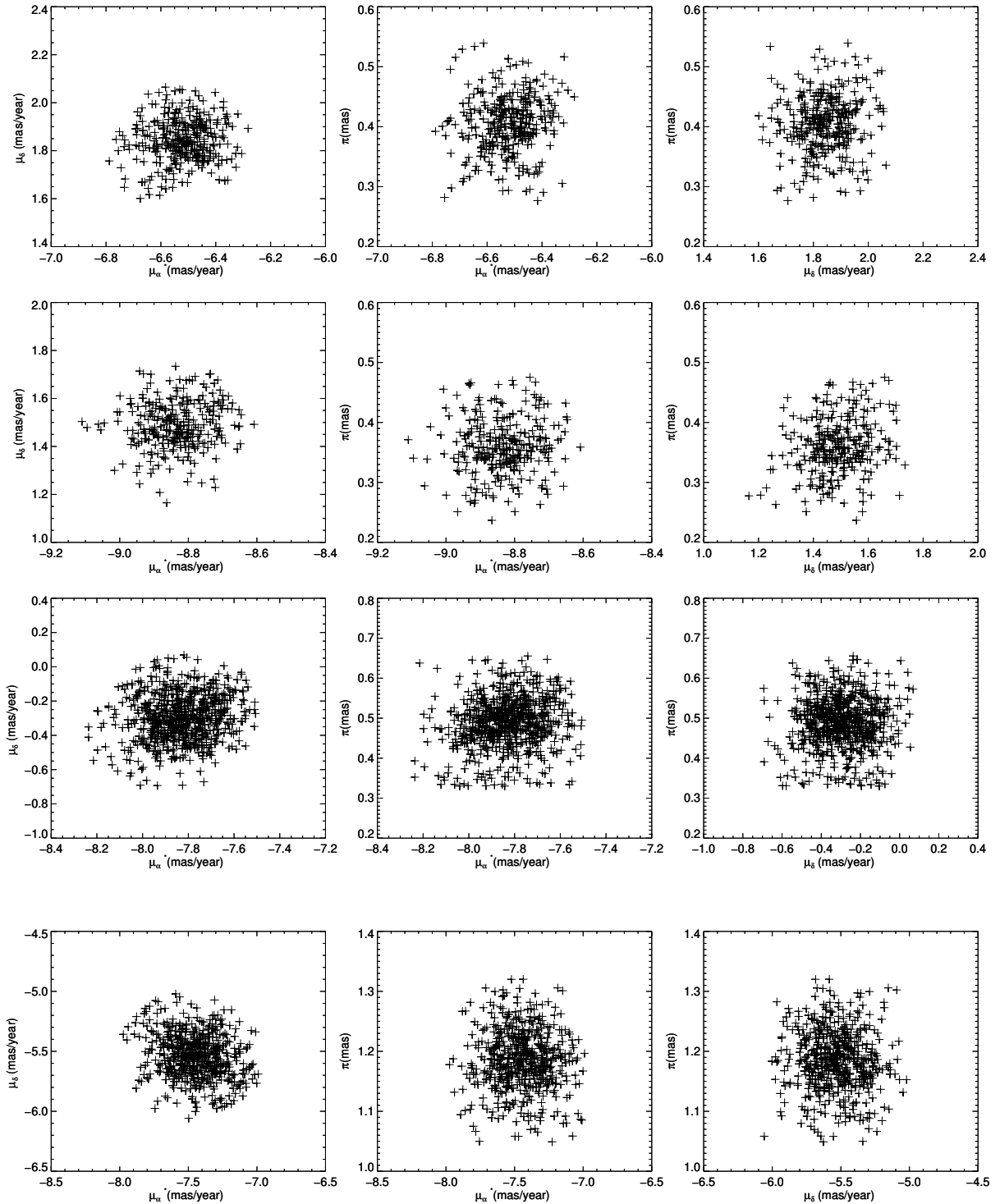


Figura 121 – Relação entre movimento próprio e paralaxe para a lista final de membros dos aglomerados caracterizados neste trabalho. Os panoramas de cada aglomerado estão dispostos nos painéis em linha da esquerda para a direita. Os aglomerados estão ordenados de cima para baixo na seguinte ordem: NGC3960, NGC4337, NGC4349 e NGC5822.

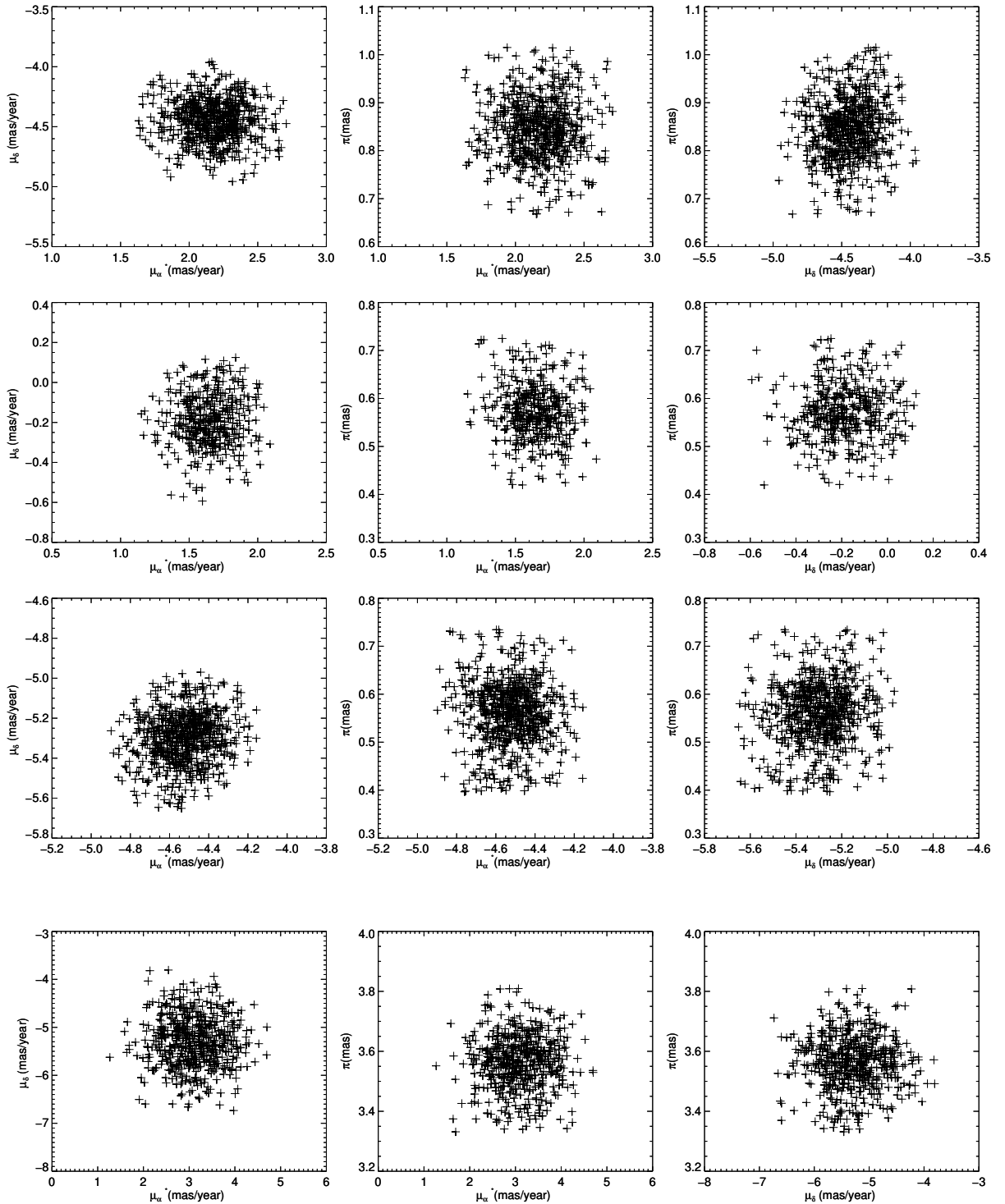


Figura 122 – Relação entre movimento próprio e paralaxe para a lista final de membros dos aglomerados caracterizados neste trabalho. Os panoramas de cada aglomerado estão dispostos nos painéis em linha da esquerda para a direita. Os aglomerados estão ordenados de cima para baixo na seguinte ordem: NGC6134, NGC6192, NGC6253 e NGC6475.

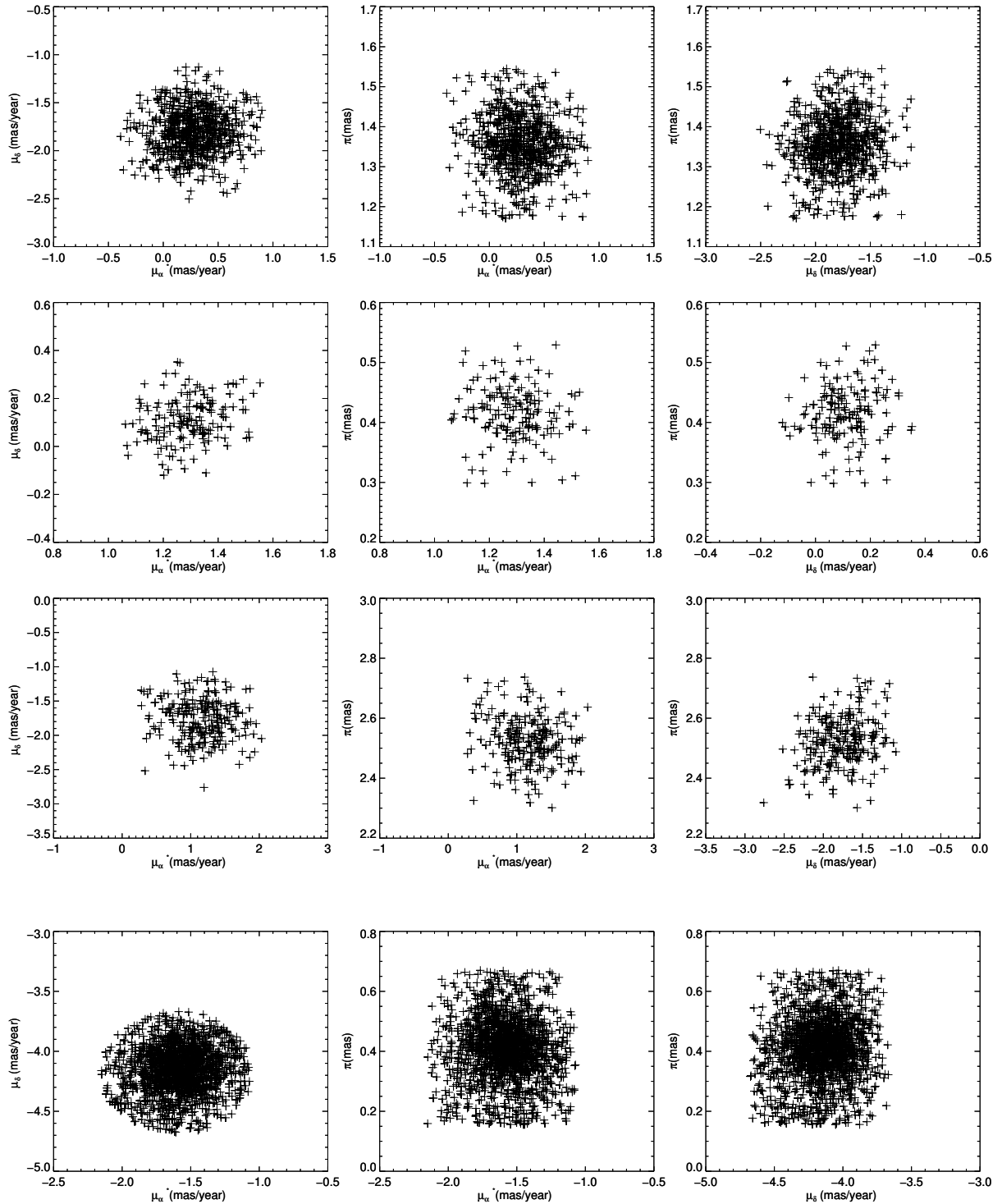


Figura 123 – Relação entre movimento próprio e paralaxe para a lista final de membros dos aglomerados caracterizados neste trabalho. Os panoramas de cada aglomerado estão dispostos nos painéis em linha da esquerda para a direita. Os aglomerados estão ordenados de cima para baixo na seguinte ordem: NGC6494, NGC6583, NGC6633 e NGC6705.

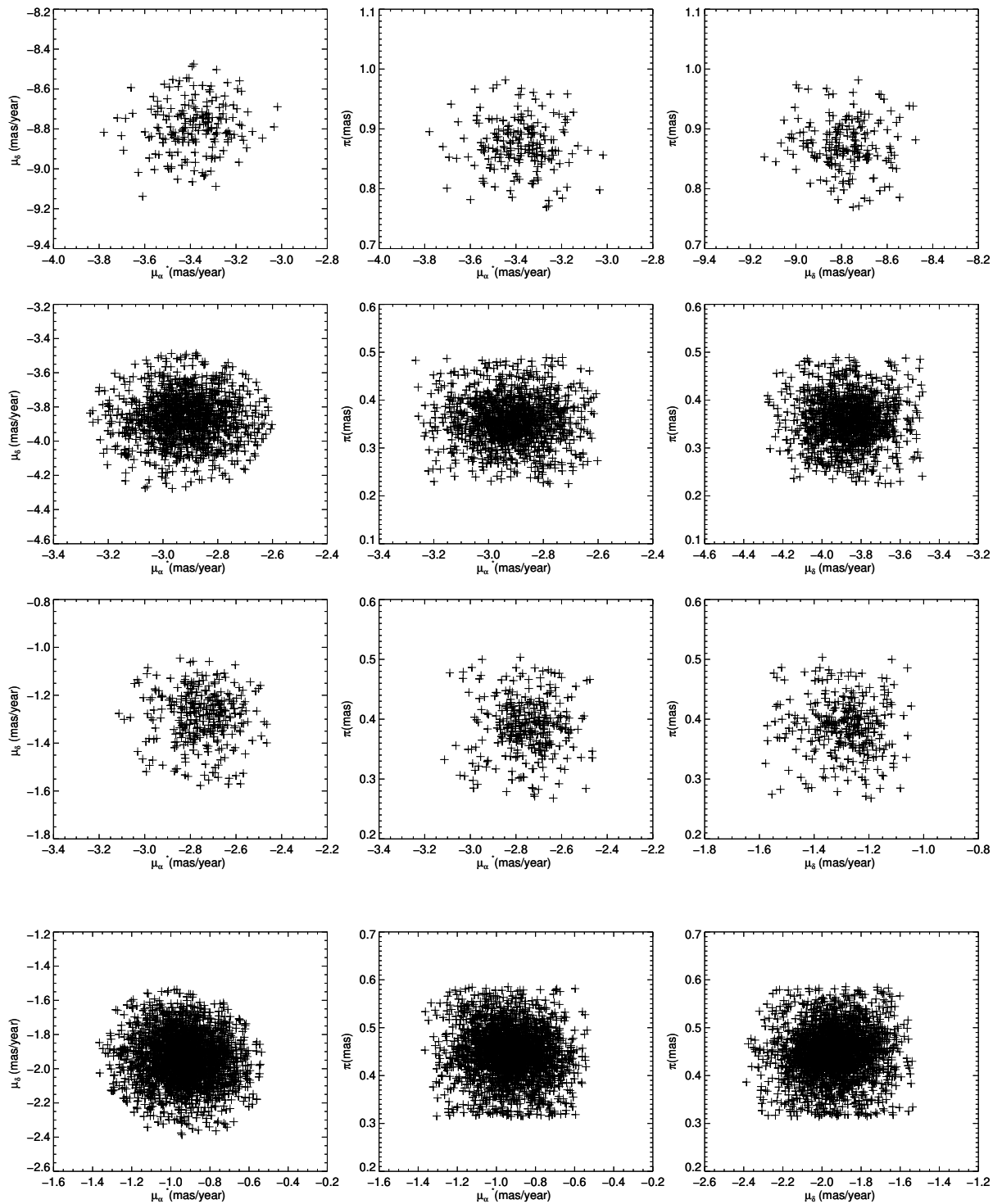


Figura 124 – Relação entre movimento próprio e paralaxe para a lista final de membros dos aglomerados caracterizados neste trabalho. Os panoramas de cada aglomerado estão dispostos nos painéis em linha da esquerda para a direita. Os aglomerados estão ordenados de cima para baixo na seguinte ordem: NGC6811, NGC6819, NGC7142 e NGC7789.

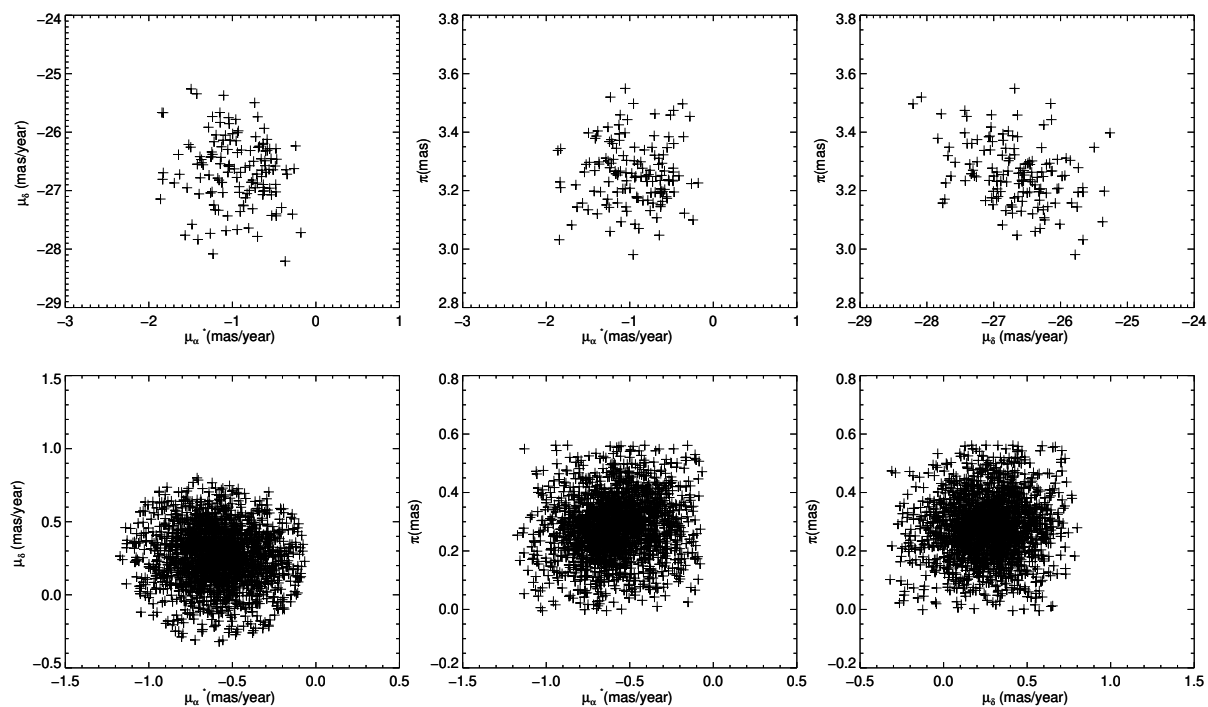


Figura 125 – Relação entre movimento próprio e paralaxe para a lista final de membros dos aglomerados caracterizados neste trabalho. Os panoramas de cada aglomerado estão dispostos nos painéis em linha da esquerda para a direita. Os aglomerados estão ordenados de cima para baixo na seguinte ordem: Ruprecht147 e Trumpler5.

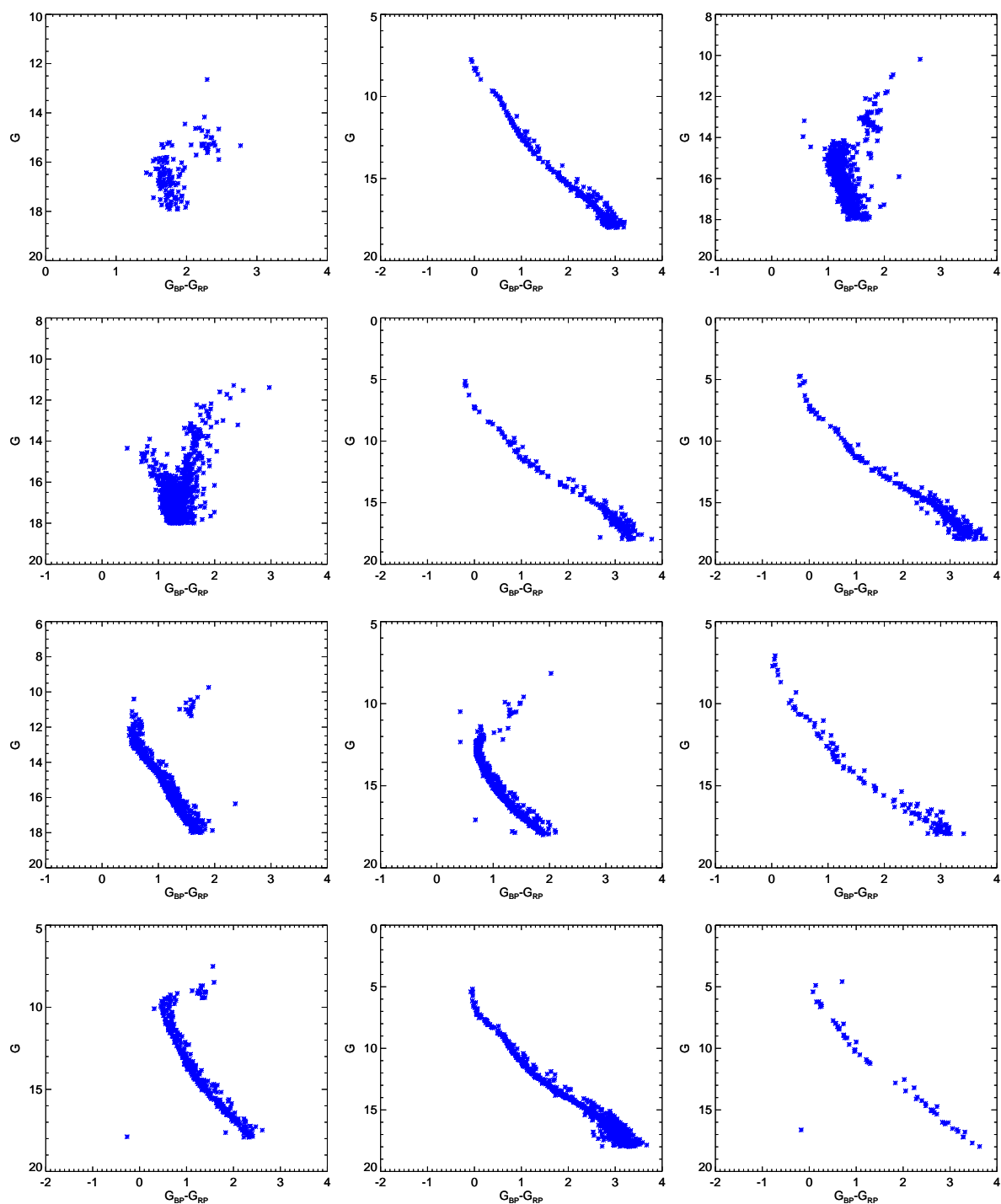


Figura 126 – Diagramas cor-magnitude dos aglomerados caracterizados neste trabalho. Os aglomerados estão ordenados da esquerda para a direita e de cima para baixo na seguinte ordem: Berkelet81, Blanco1, Collinder110, Collinder261, IC2391, IC2602, IC2714, IC4651, IC4665, IC4756, Melotte22 e Melotte111.

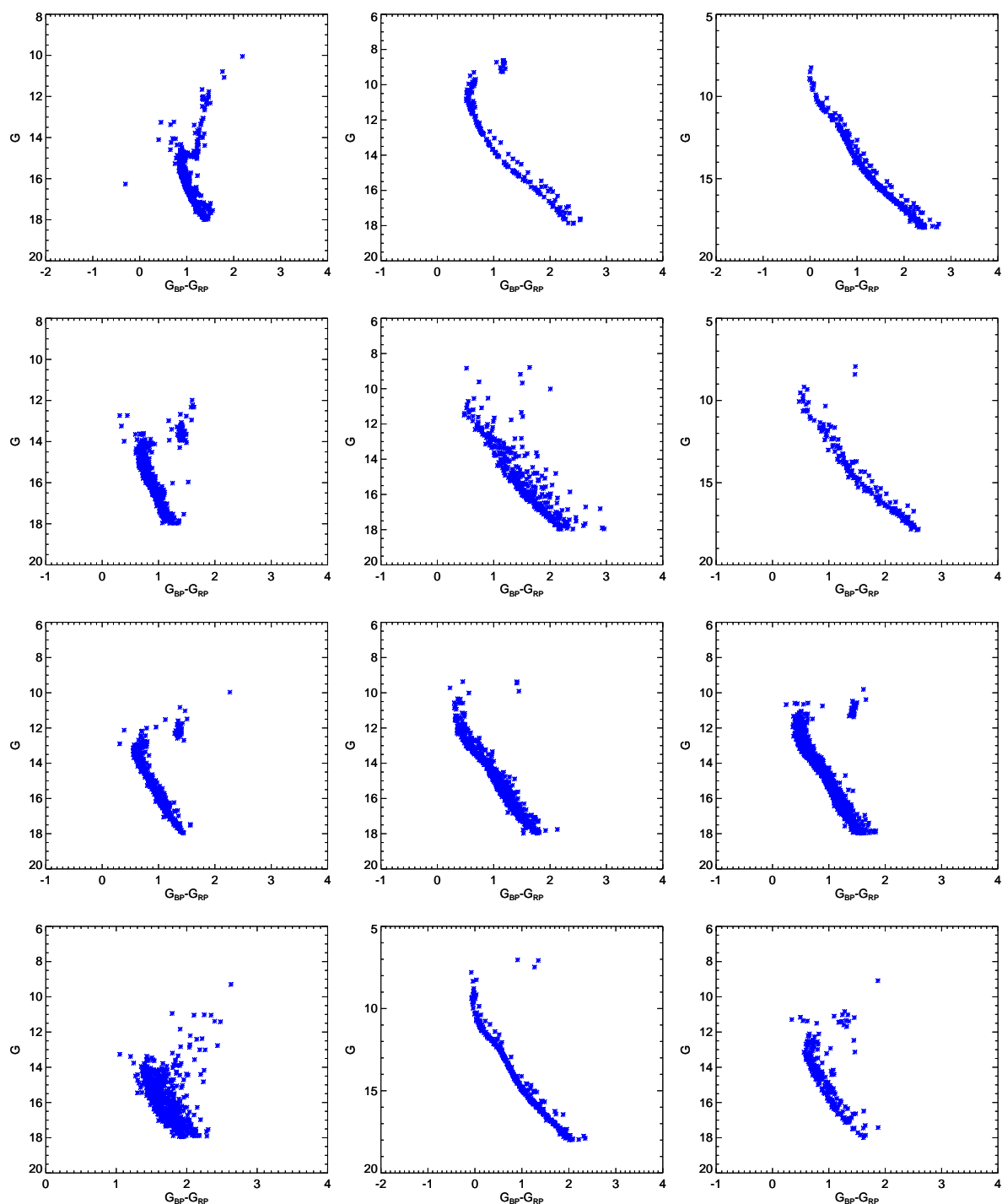


Figura 127 – Diagramas cor-magnitude dos aglomerados caracterizados neste trabalho. Os aglomerados estão ordenados da esquerda para a direita e de cima para baixo na seguinte ordem: NGC188, NGC752, NGC1039, NGC1245, NGC1342, NGC1662, NGC1817, NGC1912, NGC2099, NGC2112, NGC2287 e NGC2354.

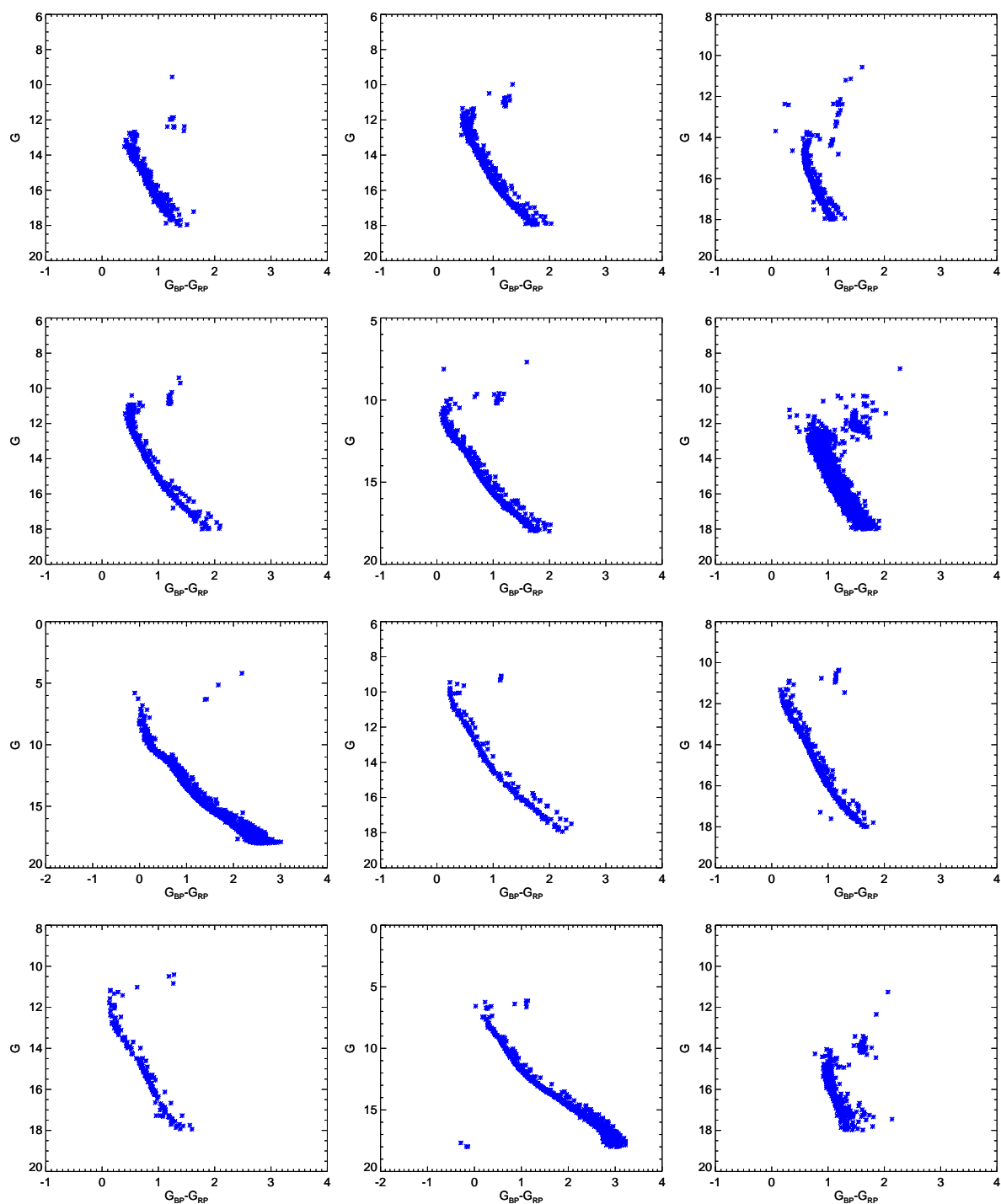


Figura 128 – Diagramas cor-magnitude dos aglomerados caracterizados neste trabalho. Os aglomerados estão ordenados da esquerda para a direita e de cima para baixo na seguinte ordem: NGC2355, NGC2360, NGC2420, NGC2423, NGC2447, NGC2477, NGC2516, NGC2527, NGC2539, NGC2567, NGC2632 e NGC2660.

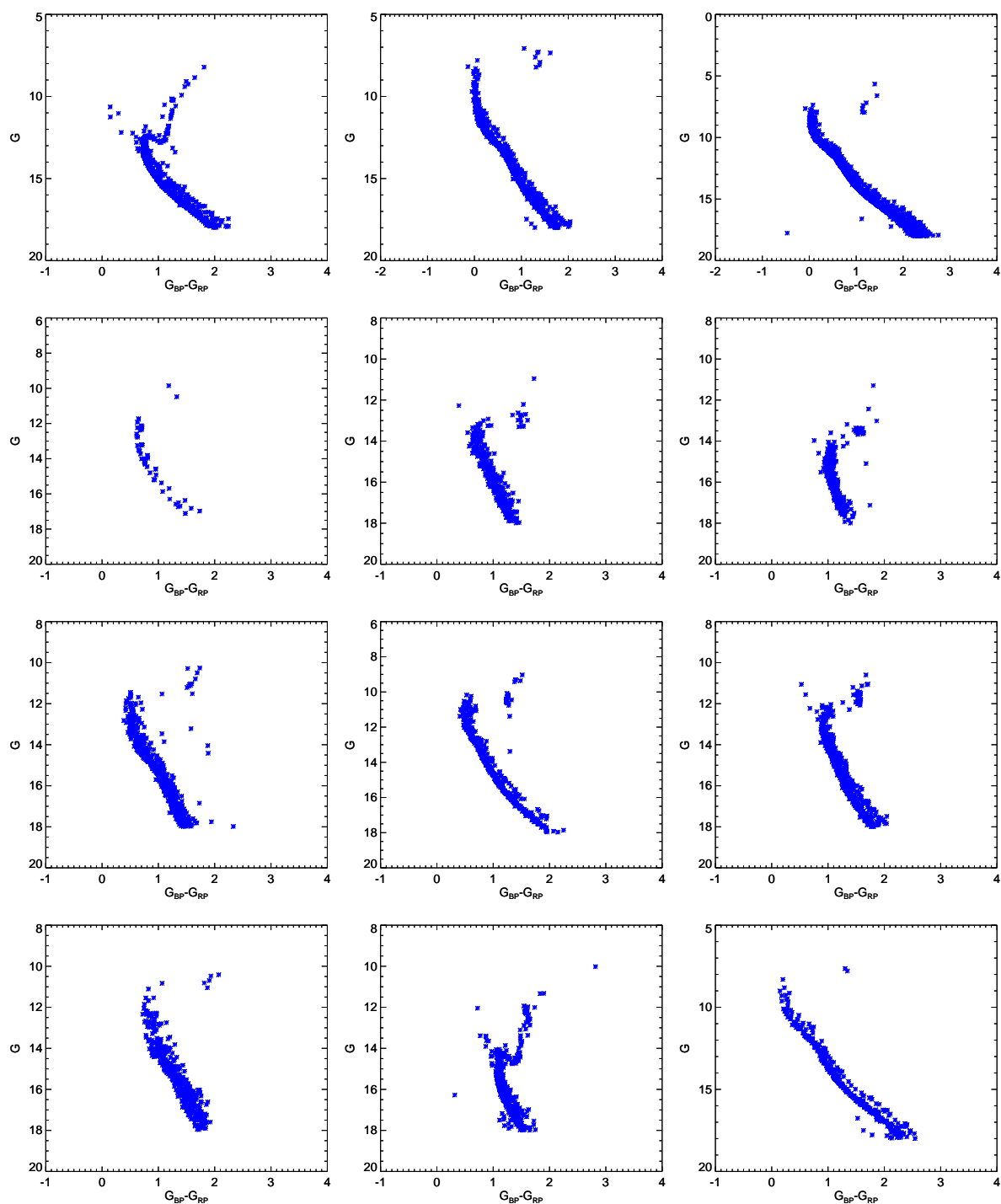


Figura 129 – Diagramas cor-magnitude dos aglomerados caracterizados neste trabalho. Os aglomerados estão ordenados da esquerda para a direita e de cima para baixo na seguinte ordem: NGC2682, NGC3114, NGC3532, NGC3680, NGC3960, NGC4337, NGC4349, NGC5822, NGC6134, NGC6192, NGC6253 e NGC6281.

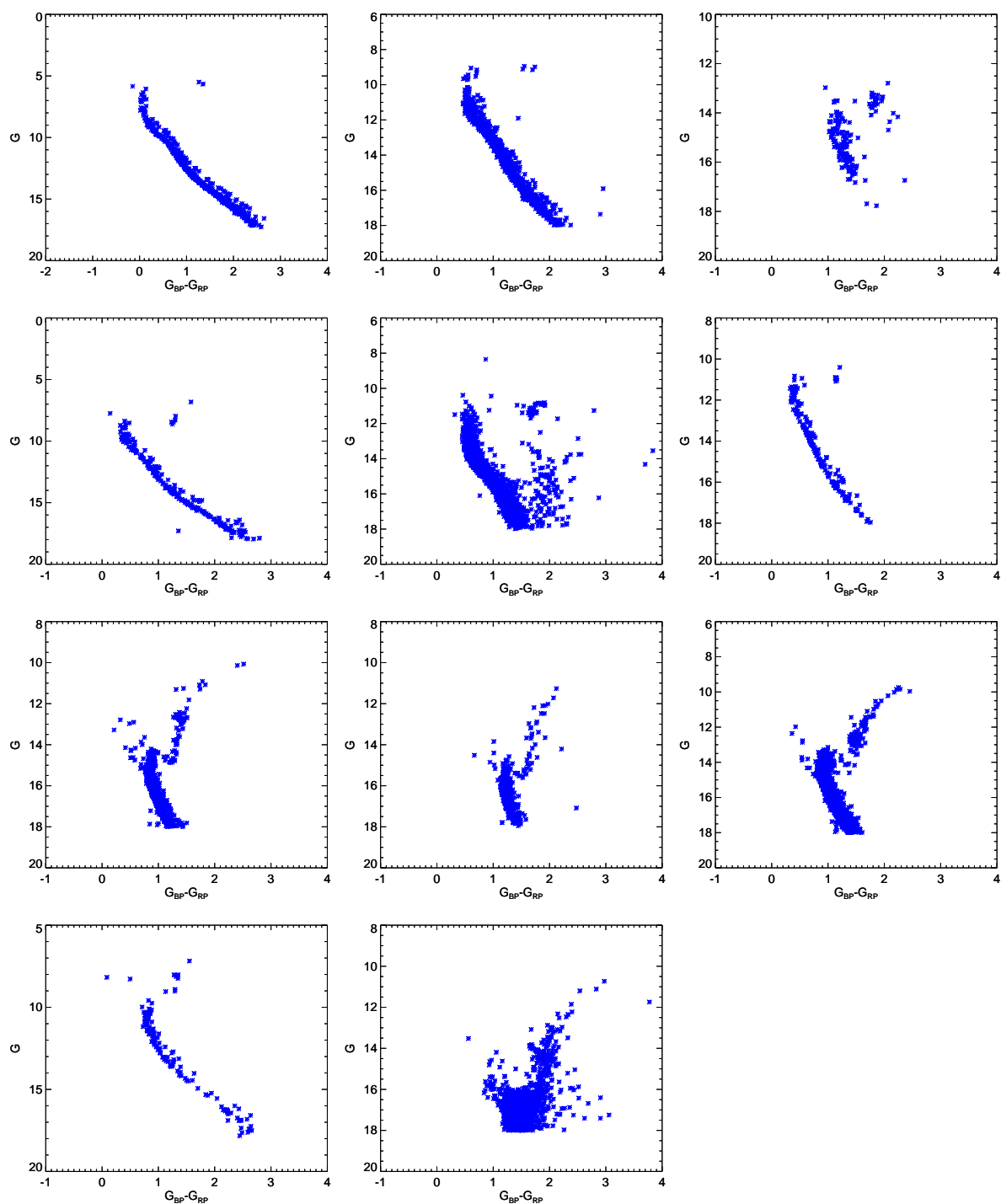


Figura 130 – Diagramas cor-magnitude dos aglomerados caracterizados neste trabalho. Os aglomerados estão ordenados da esquerda para a direita e de cima para baixo na seguinte ordem: NGC6475, NGC6494, NGC6583, NGC6633, NGC6705, NGC6811, NGC6819, NGC7142, NGC7789, Ruprecht147 e Trumpler5.

# APÊNDICE C – Artigos publicados

Apêndice contendo artigos produzidos durante este trabalho.

## C.1 Trabalhos como primeiro autor

Three new Galactic star clusters discovered in the field of the open cluster NGC 5999 with Gaia DR2 (<https://doi.org/10.1093/mnras/sty3511>)

Discovery and astrophysical properties of Galactic open clusters in dense stellar fields using Gaia DR2 (<https://doi.org/10.1093/mnras/staa1684>)

New star clusters discovered towards the Galactic bulge direction using Gaia DR2 (<https://doi.org/10.1093/mnrasl/slab011>)

## C.2 Trabalhos como co-autor

Characterizing dynamical states of Galactic open clusters with Gaia DR2 (<https://doi.org/10.1093/mnras/staa3192>)

Contribuição:

- O *crossing time* ( $t_{cr}$ ), escala de tempo dinâmico no qual as estrelas do aglomerado realizam uma órbita, é dado por  $t_{cr} = r_{hm}/\sigma_V$ , onde  $r_{hm}$  é o raio de meia massa do aglomerado e  $\sigma_V$  a dispersão interna real de velocidades do aglomerado. Foi feita uma contribuição para o cálculo das dispersões reais de velocidade dos aglomerados, onde foram aplicados os procedimentos descritos em [Sagar & Bhatt 1989] e [van Altena 2013] (seção 4), para que fossem calculados apropriadamente os valores de dispersão  $\sigma_\mu$ , que levam em conta os erros astrométricos individuais das estrelas.
- Listagem de aglomerados conhecidos próximos às regiões estudadas no trabalho.

NGC 6124: a young open cluster with anomalous- and fast-rotating giant stars (<https://doi.org/10.1093/mnras/stab2836>)

Contribuição:

- Caracterização do aglomerado NGC6124 utilizando dados do *Gaia* EDR3 ([Gaia Collaboration et al. 2020]) a partir de um método de descontaminação (descrito completamente em [Angelo et al. 2019] e [Ferreira et al. 2020]) e ajuste de isócronas. No estudo foram obtidos parâmetros astrométricos médios  $(\mu_\alpha^*, \mu_\delta, \varpi) = (-0.264 \pm$

0.269 mas/yr,  $-2.129 \pm 0.275$  mas/yr,  $1.587 \pm 0.062$  mas), 1065 membros prováveis (probabilidades de pertinência superiores a 80%), raio limite de 59.8 minutos de arco e parâmetros astrofísicos ( $\log[t]$ ,  $E(B - V)$ ,  $(m - M)_0$ )= $(8.25 \pm 0.05, 0.72 \pm 0.04, 8.90 \pm 0.10)$ .

- Também foi realizada uma análise específica de pertinência para a busca de estrelas gigantes na região do aglomerado, o que incluem estrelas de baixa probabilidade de pertinência, estrelas excluídas por critérios de qualidade dos dados e estrelas com distâncias ao centro do aglomerado superiores ao raio limite.