UNIVERSIDADE FEDERAL DE ITAJUBÁ - UNIFEI
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM FÍSICA

Determinação da massa de aglomerados abertos utilizando dados do catálogo EDR3.

Anderson Silva de Almeida

Itajubá, 8 de agosto de 2022

UNIVERSIDADE FEDERAL DE ITAJUBÁ - UNIFEI
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM FÍSICA

Anderson Silva de Almeida

Determinação da massa de aglomerados abertos utilizando dados do catálogo EDR3.

Dissertação submetida ao Programa de Pós-Graduação em Física como parte dos requisitos para obtenção do Título de Mestre em Física.

Área de Concentração: Astrofísica estelar

Orientador: Prof. Dr. Hektor Sthenos Alves Monteiro

8 de agosto de 2022
Itajubá

Agradecimentos

Inicialmente, agradeço ao meu orientador Hektor Monteiro, por toda a empolgação por fazer pesquisa e por ter me apresentado a essa linha de pesquisa, pela qual me apaixonei. Por ter me ensinado muito (muito mesmo). Principalmente, por nossas conversas e pela amizade durante esse processo. Foi sem dúvidas, a minha melhor experiência acadêmica até o momento.

À minha companheira Vanessa por estar sempre comigo, por todo o incentivo e apoio mesmo diante de todas as dificuldades. Sou eternamente grato por todas conversas e carinho que simplesmente melhoravam meu dia e o tornava mais leve.

Aos meus pais, Luiz e Aparecida, e à minha irmã, Angélica, pela preocupação e todo o cuidado que sempre tiveram comigo.

A Monique, que me aconselhou desde o início da escrita deste trabalho, o que tornou esse processo mais fácil. Obrigado pela revisão e por todos esses anos de amizade.

Aos amigos que estiveram comigo durante esse tempo: Gabriel, por sempre demonstrar curiosidade, pelas discussões aleatórias e pelas boas risadas; Flávia, pelo interesse e pelo apoio psicológico; Guilherme, por estar comigo quando recebi a notícia sobre o mestrado e ter compartilhado comigo a emoção desse processo; Júnior, pela preocupação e pelo entendimento quando estive ausente; Dêner, pela amizade e pela ajuda em programação; Dona Ana e Seu Waldemar, por estarem sempre do outro lado da cerca, dispostos a conversarem comigo sobre qualquer coisa; Celinho, pela curiosidade em relação ao Universo e ao Zé Celso, pelas conversas e amizade.

A Universidade Federal de Itajubá, pela qualidade de ensino, pelo conhecimento, pelas pessoas que encontrei durante essa carreira acadêmica e pela Bolsa Institucional. Ao Programa de Pós-Graduação em Física e todos os funcionários envolvidos, pelas informações e ajuda com as dúvidas que tive.

E, por último, agradeço a Carl Edward Sagan in memoriam, um dos grandes divulgadores científicos que tanto me cativou, plantando a semente que me motivou a produzir ciência.

"Tenho o privilégio de não
saber quase tudo.
E isso explica o resto.
(Manoel de Barros)

Resumo

Com a disponibilização dos catálogos de dados Gaia e a existência de métodos de ajuste de isócronas automatizados, o estudo de aglomerados abertos vem passando por grandes avanços nos últimos anos. Seus parâmetros fundamentais vêm, consequentemente, sendo estimados em maior escala e com melhor precisão. Entretanto, parâmetros importantes como as massas totais desses objetos, os detalhes das populações de estrelas individuais e binárias e a existência de segregação de massa são pouco estudadas de maneira adequada. Nesse contexto, neste trabalho apresentamos um novo método de determinação de massas individuais, inclusive de estrelas binárias. Esse método permite estudar a massa total dos aglomerados abertos, assim como detalhes da população de binárias através de suas funções de massa. Para validar o método e sua eficiência, utilizamos aglomerados sintéticos com parâmetros previamente determinados. Com o método validado, aplicamos o procedimento para aglomerados de um recente catálogo de parâmetros fundamentais de nosso grupo, obtido do GAIA *Early Data Release 3* (EDR3). Os principais resultados adquiridos incluem a obtenção da função de massa detalhada para as populações de estrelas individuais, primárias e secundárias, bem como as massas totais para 895 aglomerados. Mostramos também relações da massa total com outros parâmetros fundamentais e discutimos as implicações dinâmicas.

Palavras-chave: Aglomerados abertos; Massa de aglomerados abertos; Massa total; Monte Carlo; Função de massa, Segregação de massa; fração de binarios.

Abstract

With the publication of the Gaia catalogue, and with the existence of automated isochrone fitting methods, the study of open clusters has undergone major advances in recent years. Its fundamental parameters have been, consequently, getting estimated in a larger scale and with better precision. However, important parameters such as the total masses of these objects, the details about populations of individual stars and of binary stars, and the existence of mass segregation are not adequately studied. Within this context, in this work we introduce a new method to determinate individual masses, including of binary stars. This method allows us to study the total mass of open clusters, as well as to study details of binary populations through their mass functions. To validate the method and its efficiency, we used synthetic clusters with predetermined parameters. With the validated method, we applied the procedure to clusters from a recent catalogue of fundamental parameters by our group, obtained from GAIA Early Data Release 3 (EDR 3). The main results include the obtaining of the detailed mass function for the populations of individual, primary, and secondary stars, in addition to the total masses for 895 clusters. We also show the relation between the total masses and other fundamental parameters, discussing its dynamic implications.

Key-words: Open clusters; Mass of open clusters; Total mass; Monte Carlo; Mass function; Mass segregation; Binary fraction.

Lista de ilustrações

Figura 1 – Hubble Ultra-Deep Field, a imagem evidencia uma pequena região do espaço, na constelação de Fornax, composta por observações do Telescópio Espacial Hubble no período de 3 de setembro de 2003 a 16 de janeiro de 2004. Fonte: NASA. 16

Figura 2 – Percepção artística da Via Láctea (esquerda) e representação dos principais componentes dessa Galáxia (direita). Fonte: ESA. 17

Figura 3 – Concepção artística da Via Láctea, com demarcações dos quatro braços espirais, retirado do trabalho de (Shen; Zheng, 2020). Créditos da imagem original: NASA/JPL-Caltech (autor R. Hurt). 20

Figura 4 – Distribuição dos 1750 aglomerados abertos no plano galáctico (Dias et al., 2021). No gráfico da direita são apresentados os aglomerados abertos com idades inferiores a 50 Mega anos. Em cinza claro estão as posições atuais dos braços de idade zero. O vetor velocidade angular é perpendicular ao plano X–Y apontando na direção do papel. 21

Figura 5 – No painel superior, temos um aglomerado aberto relativamente esférico, NGC 2414, e no inferior um aglomerado alongado, NGC 1893. Os dados foram obtidos do projeto 2MASS no infravermelho próximo; todas estrelas mais brilhantes que 15.6 mag dentro do limite de banda são plotadas nos painéis da esquerda e nos painéis direito têm-se os contornos de isodensidade das estrelas membro, com elipses ajustadas ao núcleo até o limite externo do aglomerado. Créditos da imagem: (CHEN; CHEN; SHU, 2004). 23

Figura 6 – Diagrama Hertzsprung-Russell, destacando os tipos espectrais das estrelas, classes de luminosidade e as regiões em que cada estrela ocupa após sua evolução da sequência principal. Imagem retirada do livro de (Schneider, 2006) 24

Figura 7 – Exemplo de sequências de isócronas. Retiradas de (Bressan et al., 2012) 25

Figura 8 – Aglomerado aberto IC 4651. No painel da esquerda, vê-se uma imagem registrada pela câmera Wide Field Imager (WFI), no telescópio MPG/ESO de 2,2 metros no Observatório La Silla da ESO, no Chile. A direita, a isócrona ajustada pela técnica. 26

Figura 9 – Funções de massas frequentemente encontradas na literatura. Fonte:(Offner et al., 2014). 28

Figura 10 – Exemplo ideal de uma função de massa. Retirado de (Kennicutt ROBERT C.; Tamblyn; Congdon, 1994). 29

Figura 11 – Os pontos preenchidos representam os aglomerados dentro da órbita solar e, os vazios, os aglomerados fora da órbita solar. A linha contínua representa a regressão linear de melhor ajuste. A curva pontilhada mostra a relação $R \propto M^{1/3}$ para os aglomerados dentro da órbita solar somados a uma densidade de aglomerados constante. A massa está em escala logarítmica. 32
Figura 12 – Relação log-log entre idade e massa total dos aglomerados. Os pontos em vermelhos são os valores médios de log M no intervalo $\Delta logT = 0.5$, enquanto as barras de erro são a variância em torno da média. Um ajuste linear de mínimos quadrados também é plotado como uma linha contínua. 33
Figura 13 – Gaia no espaçoporto europeu em Kourou, Guiana Francesa, em 10 de outubro de 2013. Crédito: ESA–M. Pedoussaut, 2013. 36
Figura 14 – Bandas de passagem do Gaia EDR3. As linhas coloridas na figura mostram os filtros G (verde), G_{BP} (azul) e G_{RP} (vermelho). As linhas cinzas ilustram as bandas nominais usadas no Gaia DR1. Créditos: ESA/Gaia/DPAC, P. Montegriffo, F. De Angeli, M. Bellazzini, E. Pancino, C. Cacciari, D. W. Evans e equipe CU5/PhotPipe. 37
Figura 15 – Distribuição galáctica dos 895 aglomerados abertos selecionados neste trabalho. O gráfico apresenta os aglomerados em coordenadas galácticas. A cor é proporcional à idade, sendo azul um aglomerado jovem, verde de idade intermediária e amarelo um aglomerado velho. 39
Figura 16 – Quatro aglomerados sintéticos plotados em coordenadas RA e DEC para duas idades, distâncias e avermelhamentos. 41
Figura 17 – DCMs de aglomerados sintéticos do grid para seis idades diferentes com distância de 1.0 kpc e avermelhamento de 1.0 mag. 43
Figura 18 – DCMs de aglomerados sintéticos do grid para seis idades diferentes com distância de 5.0 kpc e avermelhamento de 3.0 mag. 44
Figura 19 – Exemplo de determinação de massa com um aglomerado sintético. Geramos um aglomerado sintético de log(age) = 8.5, distância = 1.0 kpc, avermelhamento = 1.0 magnitude, de metalicidade solar e com 300 estrelas observáveis − estas últimas são representadas pelas marcações "+"em cinza. 46
Figura 20 – Menor distância entre a estrela observada e a estrela sintética. 47
Figura 21 – DCM exibindo a região da sequência principal correspondente à cor marrom e também a região das binárias seguindo o espectro de cor das massas. Diminuímos o número de estrelas observadas para 50 a fim de facilitar a visualização. 48

Figura 22 – Teste de desempenho do método de determinação de massa para 1 ciclo com variações de 300 a 10000 estrelas sintéticas. 49
Figura 23 – Teste de desempenho do método de determinação de massa de 10 a 1000 ciclos e 10000 estrelas sintéticas fixas. 50
Figura 24 – Função de massa do aglomerado sintético de log(age) = 8.5, Distância = 1.0 kpc e avermelhamento = 1.0 magnitudes. 51
Figura 25 – O painel a esquerda representa a função de massa das estrelas observáveis; o da direita representa a função de massa das estrelas observáveis mais a região extrapolada de estrelas não-observáveis. 52
Figura 26 – Exemplo de aplicação da MF detalhada em um aglomerado sintético de idade intermediária. 53
Figura 27 – Resultados da relação massa-luminosidade para o aglomerado sintético log(age) = 6.6, avermelhamento = 1.0 mag e distância = 1.0 kpc. . . . 56
Figura 28 – Resultados da relação massa-luminosidade para o aglomerado sintético log(age) = 6.6, avermelhamento = 3 mag e distância = 5 kpc. 57
Figura 29 – Resultados da relação massa-luminosidade para o aglomerado sintético log(age) = 7.0, avermelhamento = 1.0 mag e distância = 1.0 kpc. . . . 58
Figura 30 – Resultados da relação massa-luminosidade para o aglomerado sintético log(age)= 7.0, avermelhamento = 3.0 mag e distância = 5.0 kpc. . . . 59
Figura 31 – Resultados da relação massa-luminosidade para o aglomerado sintético log(age) = 8.5, avermelhamento = 1.0 mag e distância = 1.0 kpc. . . . 60
Figura 32 – Resultados da relação massa-luminosidade para o aglomerado sintético log(age) = 8.5, avermelhamento = 3.0 mag e distância = 5.0 kpc. . . . 61
Figura 33 – Resultados da relação massa-luminosidade para o aglomerado sintético log(age) = 10.13, avermelhamento = 1 mag e distância = 1 kpc. 62
Figura 34 – Resultados da relação massa-luminosidade para o aglomerado sintético log(age) = 10.13, avermelhamento = 3 mag e distância = 5 kpc. 63
Figura 35 – Resultados do método DMI para o aglomerado sintético log(age) = 6.6, avermelhamento = 1 mag e distância = 1 kpc. 66
Figura 36 – Resultados do método DMI para o aglomerado sintético log(age) = 6.6, avermelhamento = 3 mag e distância = 5 kpc. 67
Figura 37 – Resultados do método DMI para o aglomerado sintético log(age)= 7.0, avermelhamento = 1 mag e distância = 1 kpc. 68
Figura 38 – Resultados do método DMI para o aglomerado sintético log(age) = 7.0, avermelhamento = 3 mag e distância = 5 kpc. 69
Figura 39 – Resultados do método DMI para o aglomerado sintético log(age) = 8.5, avermelhamento = 1 mag e distância = 1 kpc. 70
Figura 40 – Resultados do método DMI para o aglomerado sintético log(age) = 8.5, avermelhamento = 3 mag e distância = 5 kpc. 71

Figura 41 – Resultados do método DMI para o aglomerado sintético log(age) = 10.13, avermelhamento = 1 mag e distância = 1 kpc. 72
Figura 42 – Resultados do método DMI para o aglomerado sintético log(age) = 10.13, avermelhamento = 1 mag e distância = 5 kpc. 73
Figura 43 – Sobreposição de regiões no DCM para o aglomerado sintético de log(age) = 8.5, avermelhamento = 1 mag e distância = 1 kpc. 75
Figura 44 – No eixo x temos a magnitude das estrelas e no eixo y a diferença entre as massas reais e as estimadas pelo método DMI para o aglomerado sintético de log(age) = 8.5, avermelhamento = 1 mag e distância = 1 kpc. 76
Figura 45 – No eixo y temos o resultado da razão de fração de binárias encontradas pelo método DMI pela fração conhecida (aproximadamente 50% de sistemas binários). Um valor maior que 1.0 indica que o número de estrelas binárias identificadas foi superestimado e menor que 1.0, subestimado. 77
Figura 46 – No eixo y temos o erro relativo cometido pelos métodos em função da idade no eixo x. 78
Figura 47 – Figuras RA e DEC de Plêiades. O painel da esquerda exibe a massa das estrelas em um espectro de cores de acordo com a massa das estrelas individuais e primárias; no painel da direita tem-se as estrelas individuais em azul e a estrelas identificadas como sistemas binários em laranja. 81
Figura 48 – Histograma da razão média da massa das estrelas secundárias de Plêiades. 83
Figura 49 – No painel 49a, temos a relação identidade entre a massa determinada pelo catálogo (Anders et al., 2022) e o nosso trabalho; no painel 49b um histograma do erro relativo cometido em relação ao valor encontrado por nós. 84
Figura 50 – Função de massa integrada de Plêiades. Acima do gráfico destacamos a inclinação α_A para alta massa, α_B para baixa massa e M_c para a massa corte ou ponto de virada com seus respectivos erros. 85
Figura 51 – Funções de massas detalhadas de Plêiades. Além dos parâmetros fundamentais dispostos no DCM, destacamos a inclinação α_A para alta massa, α_B para baixa massa e M_c para a massa corte ou ponto de virada com seus respectivos erros. 86

Figura 52 – Histogramas de segregação de massa em Plêiades normalizados. Em (a) temos toda a amostra de estrelas, (b) selecionamos apenas as estrelas binárias e em (c) e somente as estrelas individuais. As amostras foram divididas em dois grupos com massas $> 1M_{\odot}$ e $< 1M_{\odot}$. A linha vertical em laranja representa o raio médio da concentração de massa para estrelas $> 1M_{\odot}$ e em azul o raio médio para estrelas $> 1M_{\odot}$ 89
Figura 53 – FM detalhada para o aglomerado aberto NGC 2254. 90
Figura 54 – Segregação de massa de NGC 2254. O histograma é expresso de forma normalizada. 91
Figura 55 – FM detalhada para o aglomerado aberto NGC 1758. 92
Figura 56 – Segregação de massa de NGC 1758. O histograma é expresso de forma normalizada. 93
Figura 57 – FM detalhada para o aglomerado aberto NGC 2215. 94
Figura 58 – Segregação de massa de NGC 2215. O histograma é expresso de forma normalizada. 95
Figura 59 – FM detalhada para o aglomerado aberto Bica 2. 96
Figura 60 – Segregação de massa de Bica 2. O histograma de é expresso de forma normalizada. 97
Figura 61 – FM detalhada para o aglomerado aberto Collinder 419. 98
Figura 62 – Segregação de massa de Collinder 419. O histograma é expresso de forma normalizada. 99
Figura 63 – FM detalhada para o aglomerado aberto Berkeley 9. 100
Figura 64 – Segregação de massa de Berkeley 9. O histograma é expresso de forma normalizada. 101
Figura 65 – FM detalhada para o aglomerado aberto NGC 609. 102
Figura 66 – Segregação de massa de NGC 609. O histograma é expresso de forma normalizada. 103
Figura 67 – FM detalhada para o aglomerado aberto FSR 0278. 104
Figura 68 – Segregação de massa de FSR 0278. O histograma é expresso de forma normalizada. 105
Figura 69 – FM detalhada para o aglomerado aberto UPK 452. 106
Figura 70 – FM detalhada para o aglomerado aberto Berkeley 32. 107
Figura 71 – FM detalhada para o aglomerado aberto UBC 345. 108
Figura 71 – Resultados dos ajustes para as funções de massa integrada. 110
Figura 72 – Comparativo de massa total para 59 aglomerados abertos. No eixo x temos os valores encontrados neste trabalho, no eixo y os valores encontrados por (Piskunov et al., 2008) 111

Figura 73 – Comparativo de massa total para os aglomerados abertos NGC 6694, NGC 2287, NGC 2548, NGC 3680 e NGC 2682. No eixo x temos os valores encontrados neste trabalho, no eixo y os valores encontrados por (Bonatto; Bica, 2005). As barras de erros referentes ao nosso trabalho estão na cor azul e a dos autores em preto. 112
Figura 74 – Distribuição dos 895 aglomerados abertos no plano galáctico. São apresentados os aglomerados com massa total inferior a 4000 $M_{\odot}$. O Sol está referenciado com uma cruz vermelha nas coordenadas (0, 8,3) kpc e o centro galáctico está em (0,0). A velocidade angular vetorial é perpendicular ao plano x-y apontando na direção do papel. O tamanho dos pontos é proporcional ao erro. 114
Figura 75 – Completude da amostra de aglomerados abertos. 115
Figura 76 – Histograma da massa total de aglomerados abertos da subamostra de completude. 116
Figura 77 – Distribuição massa-raio para os aglomerados da subamostra. Os pontos em azul representam os aglomerados dentro da órbita solar, enquanto os pontos em laranja os aglomerados fora da órbita solar. As linhas representam os ajustes lineares para as óbitas interna e externa. 117
Figura 78 – Relação entre a massa total e a idade. 118
Figura 79 – Relação entre a razão dos raios médios e a idade. 119
Figura 80 – Histogramas das inclinações de alta massa e baixa massa para as populações de estrelas binárias, individuais, primárias e secundárias. . . . 120
Figura 81 – Super aglomerado. 121

Lista de tabelas

Tabela 1 – N é o número de estrelas da sequência principal; X é a inclinação das funções de massa e o intervalo de massa é correspondente à inclinação. 33

Tabela 2 – Tabela contendo os resultados de massas totais dos aglomerados sintéticos estimados usando o ajuste polinomial e o spline na relação massa-lumiosidade. A massa total observada e as estimadas foram calculadas somando as massas individuais de cada estrela. 64

Tabela 3 – Comparativo das massas totais dos aglomerados sintéticos e seus respectivos erros relativos com a massa total estimada pelo método DMI. 74

Tabela 4 – A tabela resume as frações de binárias encontradas pelos autores discutidos e comparações com nossos resultados, quando possível. Na coluna "observações"destacamos o tipo de amostra usada por cada trabalho. . 82

Tabela 5 – Comparativo da massa total de Plêiades com os resultados encontrados na literatura. Na primeira linha incluímos os dois valores determinados por nós, sendo 796 ± 112 resultante da MF integrada e 843 ± 85 da MF detalhada. 88

Tabela 6 – A tabela está organizada na sequência em que foram apresentados os aglomerados abertos. Além dos parâmetros fundamentais e das frações de binárias, disponibilizamos a $M_{total_{det}}$ referente à massa total calculada utilizando FM detalhada e $M_{total_{int}}$ a integrada. 110

Tabela 7 – Massas totais dos aglomerados abertos Haffner 14, Haffner 17, NGC 225 e Coin-Gia 13. 112

Tabela 8 – Médias dos coeficiente de α_A e α_B. 120

Tabela 9 – Tabela contendo os resultados de determinação de massa da amostra de 895 aglomerado abertos. Além dos parâmetros fundamentais, temos a coluna M_{obs} referente a massa total observada, M_{tot} representa a massa total determinada usando o método FM detalhada, $Fração_{bin}$ a fração de binárias e R_{med} a razão do raio médio das concentrações de massa concernente a segregação de massa. 145

Sumário

1 INTRODUÇÃO 16
1.0.1 Galáxias espirais 17
1.0.2 As estruturas espirais 19
1.1 Aglomerados Abertos 20
1.1.1 Observação, dinâmica e estrutura 22
1.1.2 Diagrama cor-magnitude 24
1.1.3 Isócronas 25
1.1.4 Função de massa inicial 27
1.2 A Massa de Aglomerados Abertos 30
1.3 Este trabalho 35

2 METODOLOGIA 36
2.1 Dados observacionais da missão Gaia 36
2.2 Catálogo de aglomerados abertos 38
2.3 Métodos tradicionais de determinação de massa 40
2.4 Aglomerados Sintéticos 40
2.5 Uma nova determinação de massas individuais 45
2.6 Determinação das massas totais 50

3 RESULTADOS: AGLOMERADOS SINTÉTICOS 55
3.1 Relação massa-luminosidade 55
3.2 Desempenho do novo método de determinação de massas individuais 65
3.3 Limitações do novo método de determinação de massas 74
3.4 Detecção de binárias 76
3.5 Erro da massa total 77

4 RESULTADOS: AGLOMERADOS REAIS 80
4.1 Plêiades, um *benchmark* 80
4.1.1 Fração de Binárias 80
4.1.2 Massa total 83
4.1.3 Concentração de Massa 88
4.2 Outros aglomerados abertos 89
4.3 Comparações com outras determinações 111
4.4 A massa dos aglomerados abertos no contexto da Galáxia 113

5 CONCLUSÕES 122

5.0.1 Perspectivas futuras 124

APÊNDICES **125**

APÊNDICE A – RESULTADOS DA AMOSTRA 126

REFERÊNCIAS 146

1 Introdução

Em 3 de setembro de 2003 a 16 de janeiro de 2004, o Telescópio Espacial Hubble registrou talvez uma das imagens mais encantadoras da astronomia moderna. Essa imagem do Universo observável no espectro visível revelou aproximadamente dez mil objetos, dos quais a maioria eram galáxias (Beckwith et al., 2006). Estes objetos são enormes estruturas de matéria; uma mistura complexa de estrelas, planetas, gás e poeira interestelar, radiação e matéria escura. Galáxias distribuídas em órbitas determinadas pela força gravitacional de suas próprias massas e possuindo uma diversidade de abundância química (Perryman et al., 2001).

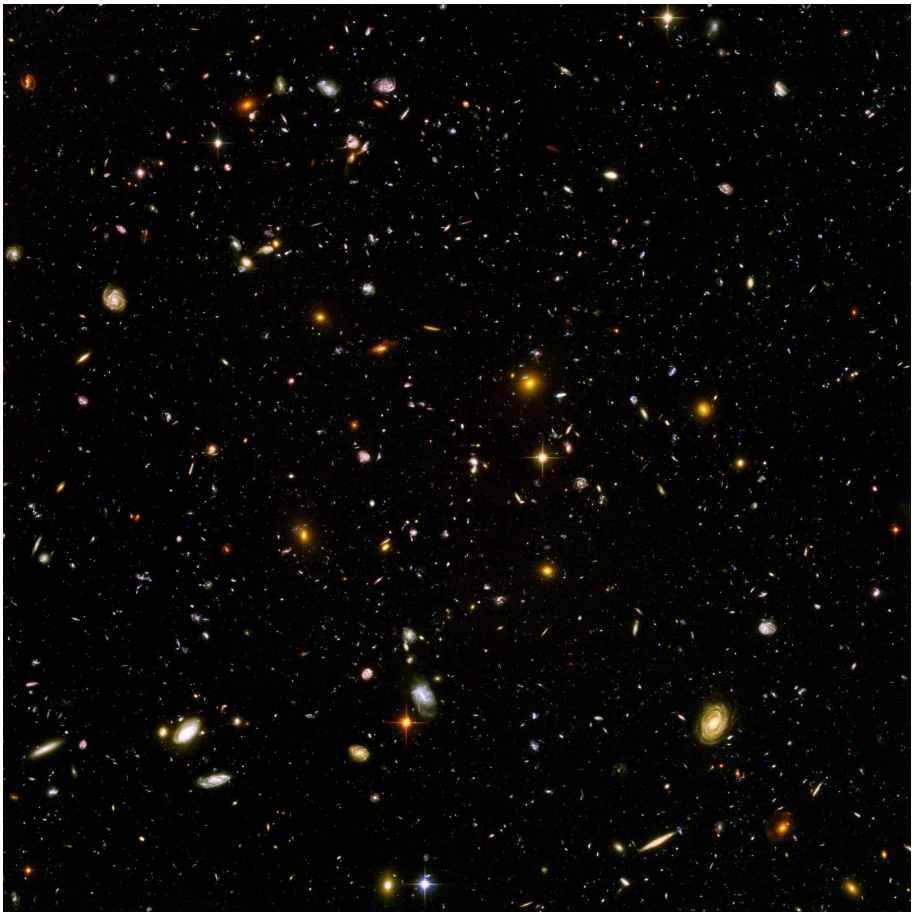


Figura 1 – Hubble Ultra-Deep Field, a imagem evidencia uma pequena região do espaço, na constelação de Fornax, composta por observações do Telescópio Espacial Hubble no período de 3 de setembro de 2003 a 16 de janeiro de 2004. Fonte: NASA.

As observações do Telescópio Hubble também forneceram evidências de que existem bilhões de galáxias apenas no Universo observável. Deste grande número de galáxias, podemos dividi-las basicamente em duas grandes classes morfológicas: elípticas e espirais.

A primeira, formada em sua maioria por estrelas mais antigas e de baixa massa, possui componentes como bojo e halo. Além disso, essas estrelas que a compõe estão em órbitas aleatórias ao redor do centro. A segunda, composta essencialmente pelo disco, bojo e halo – será abordada com mais detalhes a seguir.

1.0.1 Galáxias espirais

A formação das galáxias espirais não é um evento simples e detalhes desse processo ainda hoje são temas de estudo ativo. Em geral, para este tipo de galáxia considera-se que o halo estelar, o bojo e o disco são formados em momentos distintos e por meio de mecanismos diferentes. A compreensão acerca de populações estelares nessas galáxias fornece vínculos importantes para o estudo de sua formação.

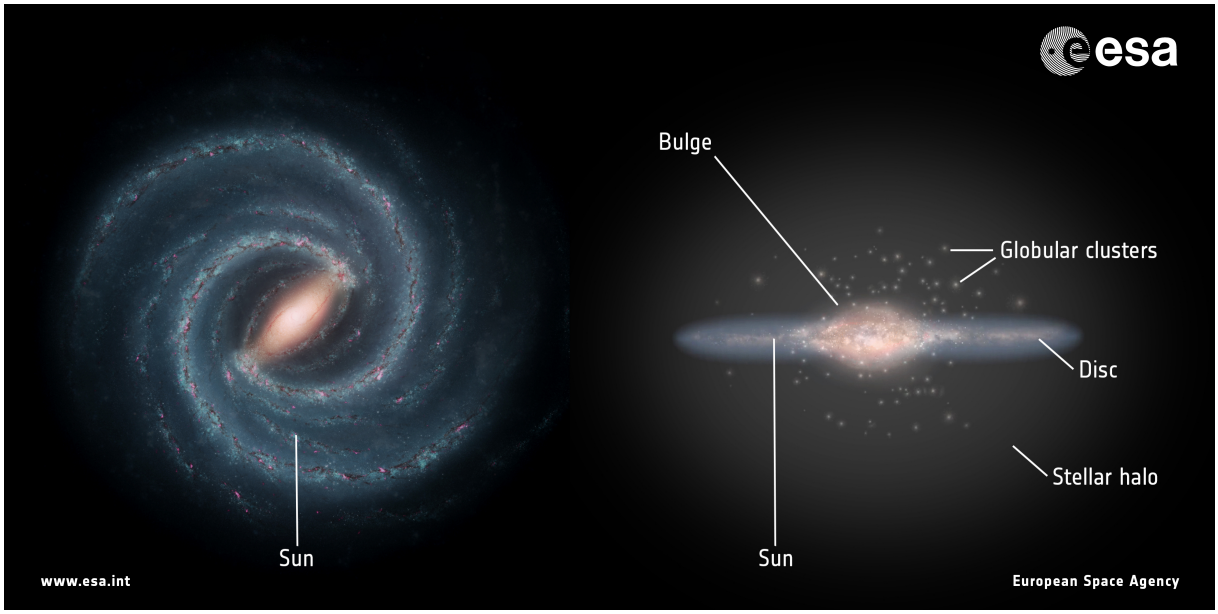


Figura 2 – Percepção artística da Via Láctea (esquerda) e representação dos principais componentes dessa Galáxia (direita). Fonte: ESA.

A Via Láctea é um exemplo de galáxia espiral, do tipo barrada, com um bojo e um disco razoavelmente bem definidos (Deason et al., 2020). A figura 2 exemplifica seus principais componentes, como o halo, o disco e o bojo. Além disso, ela é permeada pelo meio interestelar e regiões onde ocorre formação estelar.

Em relação às estrelas que compõem estas galáxias, podemos classificá-las em duas categorias segundo (Baade, 1944): 1) População I, formada por estrelas jovens com idades de até 7×10^9 anos, enriquecidas por supernovas tipo I e II, gerando uma população de alta metalicidade. As estrelas desta população geralmente se encontram no disco da galáxia e possuem órbitas aproximadamente circulares; 2) População II, composta por estrelas

mais velhas com idades próximas do Universo, de até 10×10^{10} anos, são enriquecidas por supernovas tipo II e estão localizadas nos componentes mais velhos da galáxia.

Nestes objetos a formação estelar continua até hoje, com as estrelas evoluindo, produzindo novos elementos e ejetando matéria no meio interestelar através da perda de massa ou por meio de supernovas. Este enriquecimento químico torna o meio interestelar um espaço rico e complexo entre as estrelas.

O meio interestelar é formado por gás e poeira. O primeiro é uma mistura de átomos e moléculas, possui uma densidade média de 10^4 a 10^9 átomos por metro cúbico (CHAISSON; MCMILLAN, 2018) e sua composição química é estudada através de linhas de absorção da luz de estrelas. Além disso, possui características químicas semelhantes às estrelas, sendo constituído por 90% de hidrogênio atômico ou molecular, 9% hélio e 1% de elementos pesados. Já a poeira é composta por moléculas complexas podendo conter silicatos, carbono, ferro, metano, amônia, água congelada e algumas outras moléculas orgânicas (DALGARNO, 2006). Apesar de uma baixa densidade de matéria, o meio interestelar é vasto. Por exemplo, a matéria entre um observador e uma fonte astronômica em nossa Galáxia é o suficiente para modificar a sua magnitude aparente e a sua cor, ocasionando o que chamamos de extinção interestelar ou avermelhamento. O termo avermelhamento é usado pois os comprimentos de onda no espectro visível na região do vermelho são menos atenuados pelo meio interestelar, enquanto comprimentos de onda azuis são mais absorvidos pelo meio.

O bojo é um componente presente nas galáxias espirais e consiste em uma estrutura esferoidal central, sendo extremamente populoso em estrelas, por isso, tem um brilho proeminente em relação ao disco (vide imagem acima). No caso da Via Láctea, o centro galáctico R_0 encontra-se no bojo a uma distância considerável da Terra, sendo 8.178 ± 0.035 kpc (The GRAVITY Collaboration et al., 2019).

O halo é uma região esférica distribuída ao redor do disco galáctico, composto principalmente por estrelas da população II e por matéria escura com a maioria destas estrelas contidas em aglomerados globulares (Posti; Helmi, 2019).

Finalmente, temos o disco, região mais característica de uma galáxia espiral. Nesta região se encontra a maior proporção de matéria bariônica da galáxia, havendo uma predominância de estrelas de População I, ou seja, jovens e recém-formadas. Essas estrelas tipicamente nascem em grupos a partir de uma mesma nuvem molecular, localizadas nas estruturas espirais do disco. Essas nuvens são as principais regiões de formação de aglomerados de estrelas devido ao seu conteúdo de gás e moléculas.

1.0.2 As estruturas espirais

A estrutura dos braços em galáxias espirais é ainda um tema de intenso estudo. Um dos primeiros autores a propor uma explicação para as estruturas espirais foi (Danver, 1942), sugerindo que seu padrão pode ser entendido por uma espiral logarítmica, após estudar uma amostra de 98 galáxias espirais. Ele percebeu que o ângulo de inclinação das espirais possui uma relação com seu tipo morfológico. Outra contribuição foi a teoria de ondas de densidade de (Lin; Shu, 1964), propondo a existência de ondas que, ao se propagarem através do disco galáctico, comprimem as nuvens de gás interestelar e desencadeiam o processo de formação das estrelas. Essa teoria tem sido umas das mais aceitas com evidências observacionais, já que a taxa de rotação do material do disco varia com a distância em relação ao centro galáctico, condizendo com o que ela prevê. Trabalhos recentes continuam tentando compreender a formação e a manutenção do padrão espiral como (Martinez-Medina; Pérez-Villegas; Peimbert, 2022) e (Mondal; Chattopadhyay, 2021). Ainda há discussões, por exemplo, sobre sua velocidade, localização e até mesmo sua origem. Além disso, não existe um consenso acerca de sua natureza morfológica (Grand; Kawata; Cropper, 2012); (D'Onghia; Vogelsberger; Hernquist, 2013); (Roca-Fàbrega et al., 2013); (de la Vega et al., 2015).

Uma perspectiva atual para a estrutura da Via Láctea é ilustrada na figura 3, que mostra os quatro principais braços espirais no sistema de coordenadas galactocêntrico, dividido em quatro quadrantes com seus números indicados nos quatro cantos da imagem. O centro galáctico (asterisco vermelho) está em (0, 0) e o Sol (circulo-ponto em vermelho) está em (0, 8.15) kpc. Os contornos dos quatro braços são: braço de *Cygnus* (azul); braço de *Scutum-Crux* (amarelo); braço de Sargitário (verde); e braço de Perseu (branco). As linhas pontilhadas representam as larguras dos quatro braços.

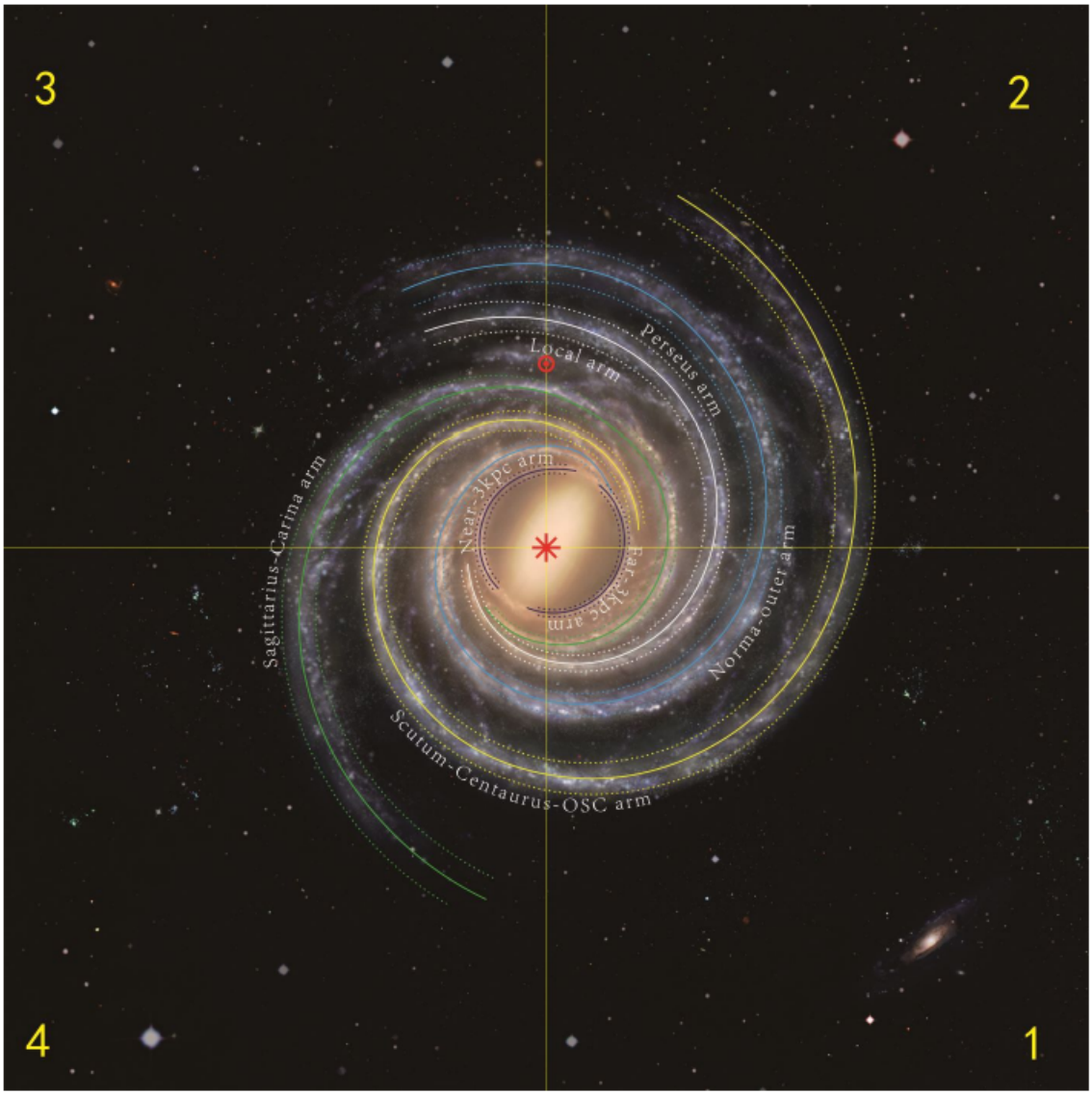


Figura 3 – Concepção artística da Via Láctea, com demarcações dos quatro braços espirais, retirado do trabalho de (Shen; Zheng, 2020). Créditos da imagem original: NASA/JPL-Caltech (autor R. Hurt).

1.1 Aglomerados Abertos

Localizados majoritariamente nos braços, os aglomerados abertos tendem a se concentrar próximo ao plano galáctico e são uma das principais ferramentas para o estudo da estrutura espiral de nossa Galáxia. Um dos catálogos mais recentes com dados revisados para os parâmetros fundamentais destes objetos, como idade e distância, se encontram no trabalho de (Dias et al., 2021). Esse, com seus 1758 aglomerados abertos identificados na Via Láctea, fornece uma dimensão da distribuição dos mesmos pela Galáxia.

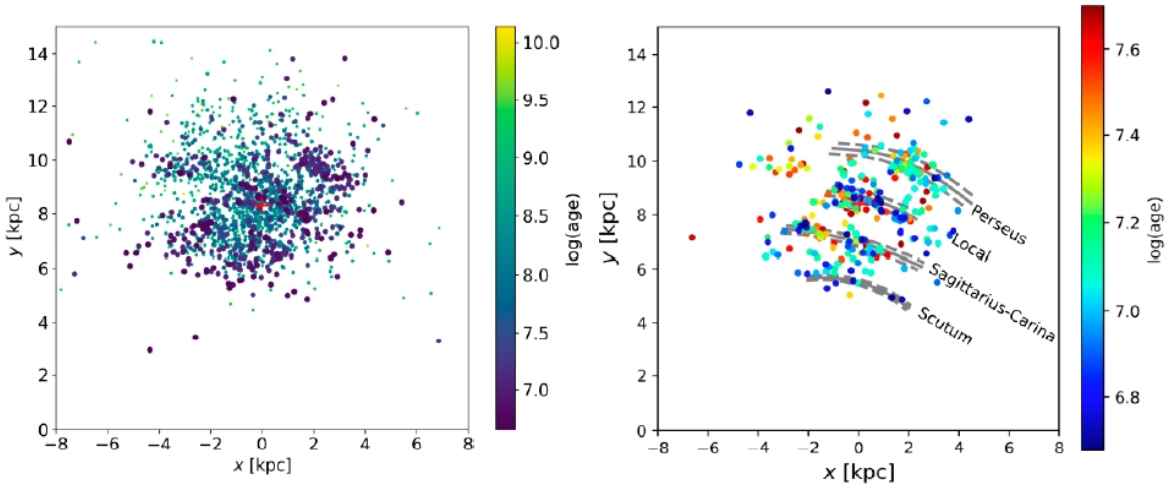


Figura 4 – Distribuição dos 1750 aglomerados abertos no plano galáctico (Dias et al., 2021). No gráfico da direita são apresentados os aglomerados abertos com idades inferiores a 50 Mega anos. Em cinza claro estão as posições atuais dos braços de idade zero. O vetor velocidade angular é perpendicular ao plano X–Y apontando na direção do papel.

Na figura 4 temos a distribuição 2D dos aglomerados abertos do catálogo. Em ambos os gráficos, as coordenadas (0,0) representam o centro galáctico e, a cruz vermelha nas coordenadas (0,8.3), o Sol em kpc. Conforme ilustrado no gráfico da direita, a distribuição espacial destes aglomerados revela e auxilia na demarcação do padrão espiral – há décadas essa distribuição é usada como ferramenta para defini-lo (Roberts, 1969).

Como mencionado antes, os aglomerados em geral são formados em grandes nuvens moleculares. O desiquilíbrio dessas pode ser desencadeado por diversos fatores como ondas de densidade, ondas de choque advindas de supernovas, colisões entre outras nuvens ou interações gravitacionais (Shu; Adams; Lizano, 1987). Essas pertubações iniciam um processo de fragmentação da nuvem que potencializa a formação estelar. Dessa forma, surgem os aglomerados abertos que são grupos que englobam de centenas a milhares de estrelas ligadas gravitacionalmente. Essa formação estelar ocorre em densidades acima de 10^4 partículas por cm^3 (Lada, 2010), sendo que as nuvens possuem tipicamente densidades entre 10^2 a 10^6 partículas por cm^3.

Como resultado deste cenário, geralmente consideramos que as estrelas possuem a mesma origem, o que nos leva a uma hipótese fundamental: as estrelas devem compartilhar a mesma composição química da nuvem molecular progenitora e são geradas aproximadamente ao mesmo tempo. Consequentemente, possuem a mesma idade, a mesma distância e o único parâmetro que as difere é a massa. O fato de estrelas de um dado aglomerado estelar compartilharem estas características torna estes objetos muito importantes para o estudo da formação estelar.

1.1.1 Observação, dinâmica e estrutura

Aglomerados estelares, por estarem ligados gravitacionalmente, podem ser considerados um único objeto se deslocando no céu. Nas investigações destes objetos notamos seu movimento próprio, que é o movimento angular do astro no céu em relação ao fundo de estrelas mais distantes. Seu vetor resultante é denotado pela letra grega μ, dado pela soma das componentes $\mu_\alpha cos\delta$ e φ, em que α é a ascensão reta (RA) e δ a declinação (DEC), a posição angular entre estes dois componentes é dado por φ.

Podemos avaliar também o quão rápido o aglomerado está se movendo para perto ou para longe de nós na direção da linha de visada através da velocidade radial. Em grandes distâncias, essa velocidade relativa ao observador pode ser medida através do efeito Doppler. Além das medidas anteriores, temos as velocidades transversal ou tangencial. Considerando todas essas medidas anteriores, a maior parte das estrelas move-se fazendo um ângulo com a linha de visada do observador, dessa forma, quanto maior a velocidade transversal, maior o movimento próprio, mas quanto maior a distância, menor o movimento próprio.

Os aglomerados abertos orbitam o centro galáctico, normalmente os mais próximos do centro têm maior velocidade espacial, por causa disso, possuem uma probabilidade maior de se dissolverem se comparados com os mais afastados do centro. Essa rotação diferencial é um fator importante nos processos de destruição de aglomerados e por isso a importância de que as taxas de movimento sejam conhecidas.

A região central dos aglomerados é o local onde o potencial gravitacional é maior (Tadross, 2009), consequentemente, é o local de maior densidade estelar (Littlefair et al., 2003). Em princípio, os aglomerados estelares devem ter distribuição aproximadamente esférica de estrelas, mas devido às interações e evolução dinâmica que sofrem, podem ter desvios dessa simetria. A figura 5 mostra dois exemplos de aglomerados abertos, um com simetria e outro alongado, segundo (CHEN; CHEN; SHU, 2004).

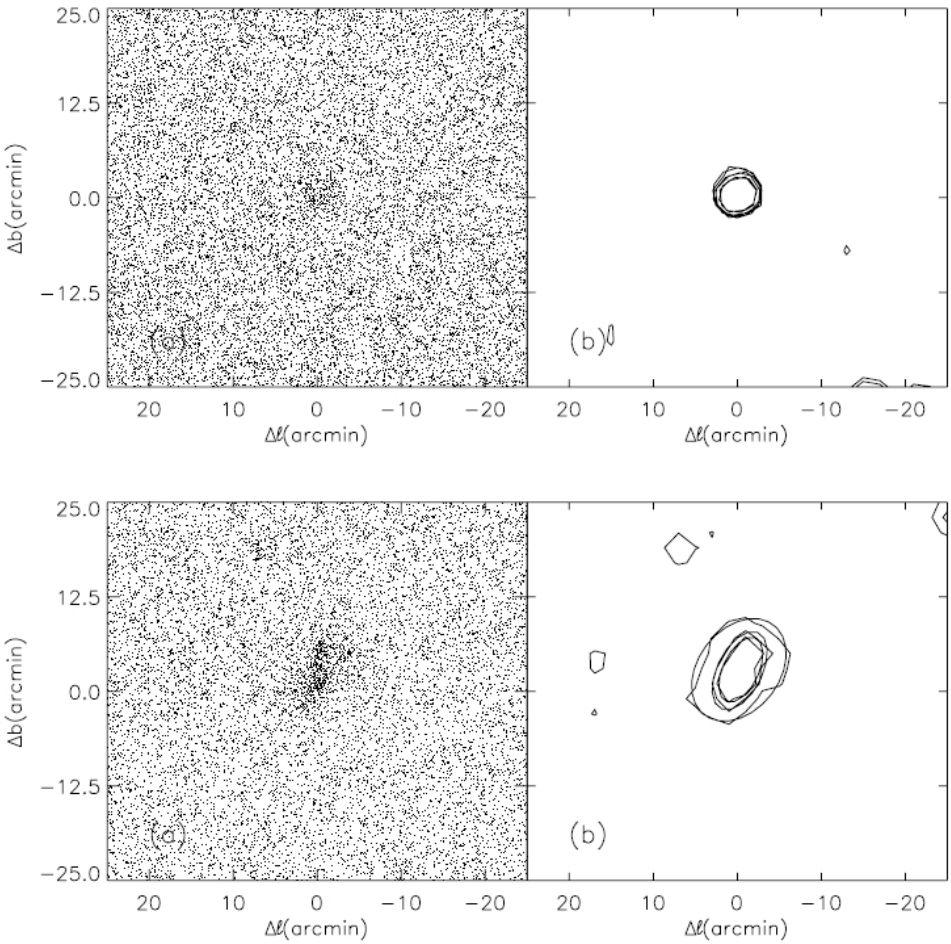


Figura 5 – No painel superior, temos um aglomerado aberto relativamente esférico, NGC 2414, e no inferior um aglomerado alongado, NGC 1893. Os dados foram obtidos do projeto 2MASS no infravermelho próximo; todas estrelas mais brilhantes que 15.6 mag dentro do limite de banda são plotadas nos painéis da esquerda e nos painéis direito têm-se os contornos de isodensidade das estrelas membro, com elipses ajustadas ao núcleo até o limite externo do aglomerado. Créditos da imagem: (CHEN; CHEN; SHU, 2004).

A morfologia dos aglomerados pode se alterar por diversos fatores, mas existem dois efeitos dinâmicos que contribuem significativamente para isso. O primeiro é a interação interna das estrelas, ocasionando o que chamamos de relaxamento dinâmico, que resulta em uma distribuição esférica no centro. Ao mesmo tempo, estrelas de baixa massa ganham energia cinética através destes encontros e são jogadas para fora do sistema – processo conhecido como evaporação estelar. O segundo processo dinâmico influenciador na estrutura de um aglomerado é a interação externa com forças de maré resultante do disco galáctico, com nuvens moleculares próximas e com a rotação diferencial. Neste último, a interferência pode ser comum em aglomerados próximos da região interna do disco.

1.1.2 Diagrama cor-magnitude

Uma poderosa ferramenta para estudar evolução estelar e, por consequência, aglomerados abertos foi desenvolvida na segunda metade do século XX pelos astrônomos Ejnar Hertzsprung e Henry Norris Russell (DEVORKIN; RUSSELL, 2000). Trata-se de um gráfico de classificação de estrelas que ficou conhecido como Diagrama HR ou Diagrama cor-magnitude (doravante DCM).

Em geral, na configuração do gráfico, a temperatura das estrelas é mostrada no eixo horizontal e a luminosidade no eixo vertical, mas também pode ser arranjado com dados observacionais, sendo a magnitude aparente (ou absoluta) em y e o índice de cor em x. Neste último, a medida é encontrada através de dois filtros em um sistema fotométrico, comumente nas banda U, B e V. Sendo que a primeira é sensível a comprimentos de onda no ultravioleta; a seguinte a comprimentos de ondas no azul e, a terceira, a comprimentos de ondas no visível.

Analisando um exemplo de DCM conforme a figura 6, pode-se verificar que grande parte das estrelas observadas se assentam em uma estreita faixa diagonal chamada sequência principal. Este seguimento do diagrama representa uma fase da vida das estrelas, em que todas estão queimando hidrogênio e convertendo seu núcleo em hélio de maneira estável. Nessa fase, a luminosidade é aproximadamente proporcional a massa das estrelas.

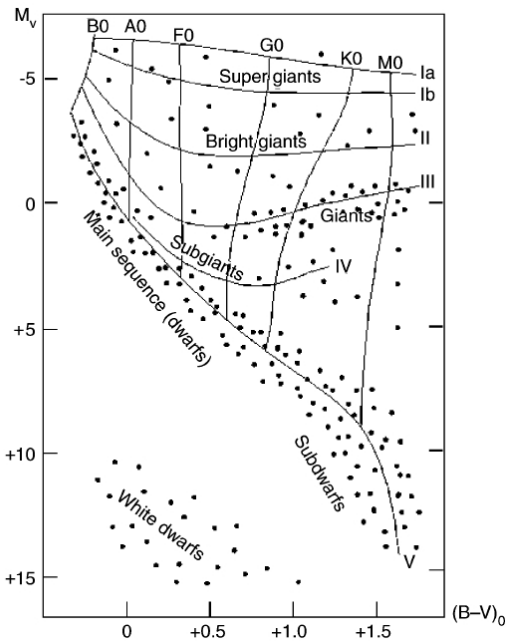


Figura 6 – Diagrama Hertzsprung-Russell, destacando os tipos espectrais das estrelas, classes de luminosidade e as regiões em que cada estrela ocupa após sua evolução da sequência principal. Imagem retirada do livro de (Schneider, 2006)

No entanto, há um momento que as estrelas consomem a maior parte do seu

hidrogênio no núcleo e começam a evoluir para além da sequência principal. Por exemplo, para uma estrela de 1 $M_{\odot}$ (tipo espectral G), a geração de energia passa a acontecer em uma camada externa ao núcleo, onde a temperatura e a densidade são suficientes para manter as reações nucleares. Como nenhuma energia é gerada no núcleo nesta fase, ele se contrai rapidamente e a luminosidade da estrela aumenta. As camadas externas se reajustam ao aumento de luminosidade, expandindo-se e, como a área superficial aumenta, sua temperatura diminui. Desta forma, a luminosidade aumenta e a estrela torna-se mais fria, tornando-se uma gigante vermelha − chamamos a evolução de uma estrela de caminho evolutivo − veja a região das gigantes vermelhas na figura 6.

1.1.3 Isócronas

As isócronas são linhas que conectam os caminhos evolutivos das estrelas de diferentes massas e de mesma idade em um DCM, calculadas com auxílio de modelos teóricos de estrutura e evolução estelar. Elas são ferramentas fundamentais para se estudar aglomerados abertos, pois, indiretamente através delas, podemos estimar os parâmetros fundamentais como idade, distância, avermelhamento e metalicidade desses objetos.

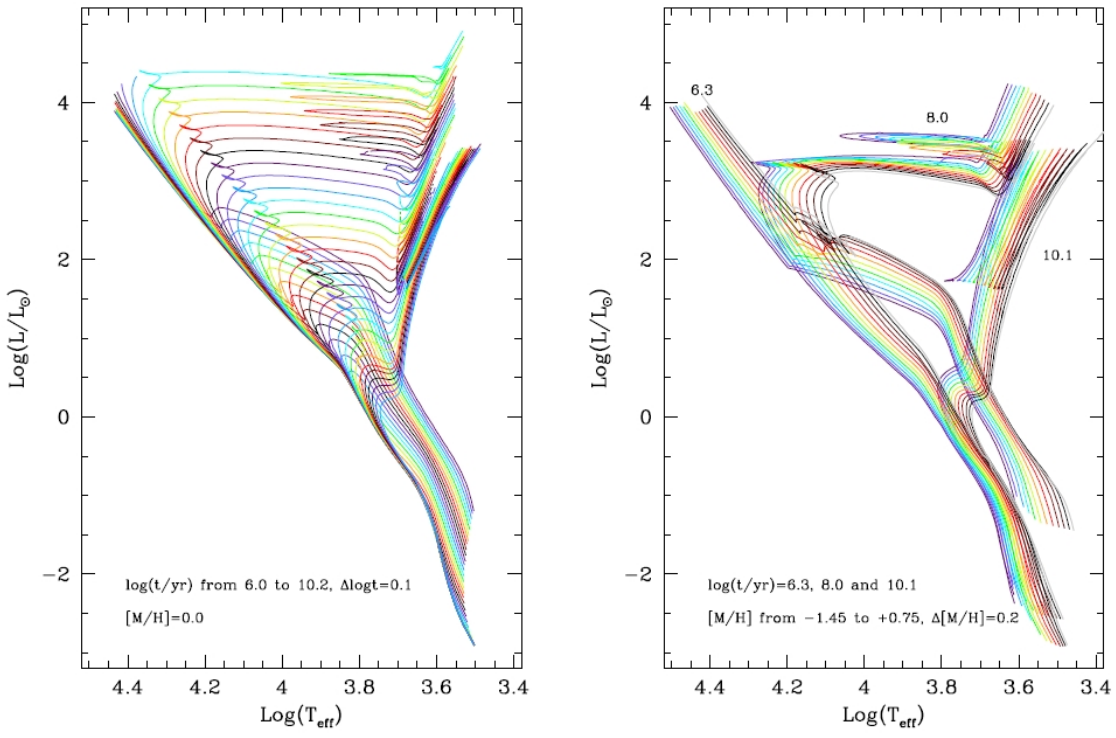


Figura 7 – Exemplo de sequências de isócronas. Retiradas de (Bressan et al., 2012)

.

Para exemplificar algumas isócronas teóricas, temos a figura 7 de (Bressan et al., 2012). O painel da esquerda exibe isócronas com metalicidade solar, idade de $log(t/ano) =$

6 a 10.2 espaçados em intervalos de $\Delta log(t) = 0.1$. No painel da direita, tem-se três sequências de isócronas para as idades $log(t/ano) = 6.3$, 8.0, e 10.1, e metalicidade $[M/H] = -1,45$ a $+0,75$ em intervalos espaçados de $[M/H] = 0.2$. Na figura 7 fica clara a influência de cada um desses parâmetros na estrutura da isócrona.

Para qualquer aglomerado, podemos construir o DCM das estrelas observadas. Dessa forma, com a disposição destas estrelas sob o diagrama, somos capazes de ajustar estas isócronas teóricas e deduzir os parâmetros fundamentais daquele grupo de estrelas.

Como exemplo, temos uma isócrona ajustada usando a técnica de entropia cruzada ao DCM do aglomerado aberto IC 4651, referenciada na figura 8; note que as estrelas de fundo (não membros) estão em cinza e as estrelas membro são os pontos coloridos. Os dados de fotometria foram obtidos do catálogo Gaia DR2.

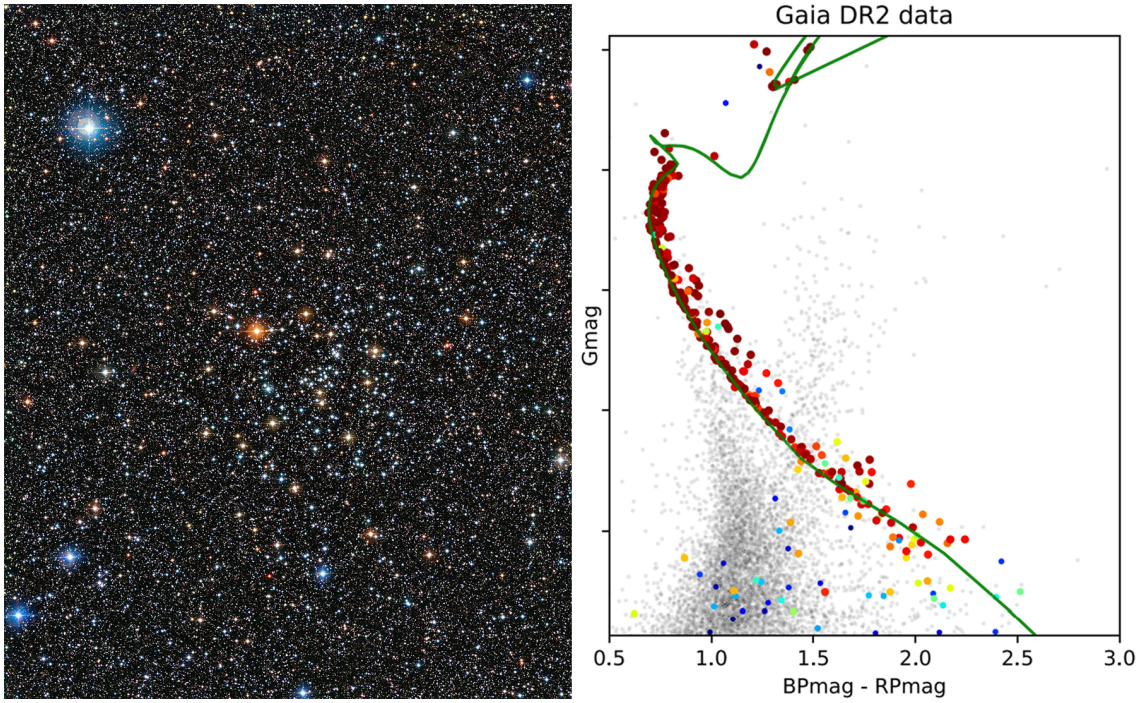


Figura 8 – Aglomerado aberto IC 4651. No painel da esquerda, vê-se uma imagem registrada pela câmera Wide Field Imager (WFI), no telescópio MPG/ESO de 2,2 metros no Observatório La Silla da ESO, no Chile. A direita, a isócrona ajustada pela técnica.

Entretanto, o ajuste de uma isócrona aos dados observacionais não é um trabalho simples. Em muitos casos da literatura, os pesquisadores fazem o ajuste visualmente, regulando a melhor curva teórica sob os dados. Este método funciona bem quando se tem, de forma clara, uma sequência principal, mas em alguns casos esta não é evidente e se confunde com as estrelas de fundo[1]. Por isso o ajuste deve ser feito quando se determina

[1] Nos referimos a estrelas de fundo àquelas que não são membros do aglomerado, tais estrelas podem se encontrar tanto a frente ou atrás do aglomerado, considerando o ponto de vista do observador

com precisão as estrelas membro dos aglomerados e para isso devem ser aplicados métodos para selecionar os membros mais pertinentes, ou seja, com maiores probabilidades de pertencerem àquele determinado aglomerado.

Sobre a técnica citada acima, a fim de eliminar a imprecisão dos ajustes visuais, o trabalho de (Monteiro; Dias; Caetano, 2010) propôs uma técnica baseada em entropia cruzada, que ajusta isócronas teóricas ao DCM com maior precisão por meio de um algoritmo de otimização global. Essencialmente, a técnica consiste em escolher o melhor modelo com relação ao conjunto de dados observados, sendo que essa abordagem já foi aplicada com sucesso aos dados do Gaia DR2 em (Dias et al., 2018), (Monteiro; Dias, 2019) e (Monteiro et al., 2021).

1.1.4 Função de massa inicial

Além dos parâmetros fundamentais como idade e distância, nos interessa também obter informações sobre a massa dos aglomerados estelares. Com o colapso da nuvem molecular, em última instância, as estrelas começam a se formar. As massas das estrelas não se distribuem aleatoriamente, mas sim em uma função específica, a qual foi determinada de forma empírica e descreve a distribuição inicial de massas para uma determinada população de estrelas. A função de massa inicial (FMI) ainda é um aspecto de formação estelar muito estudado na astrofísica e sua história é atravessada por incertezas, por exemplo, se a mesma é disposta de forma universal ou se possui variações. Originalmente, definida por (Salpeter, 1955), a FMI relaciona o número de estrelas N em um volume do espaço V por um intervalo de massa logarítmica $dlogm$, que pode ser representada como:

$$\frac{d(N/V)}{dlogm} = \frac{dn}{dlogm} \tag{1.1}$$

onde $n = N/V$ é o número da densidade estelar em pc^{-3}. É importante destacar que alguns trabalhos na literatura costumam expressar esta densidade estelar em escala logarítmica, a fim de obter uma melhor divisão do intervalo de valores.

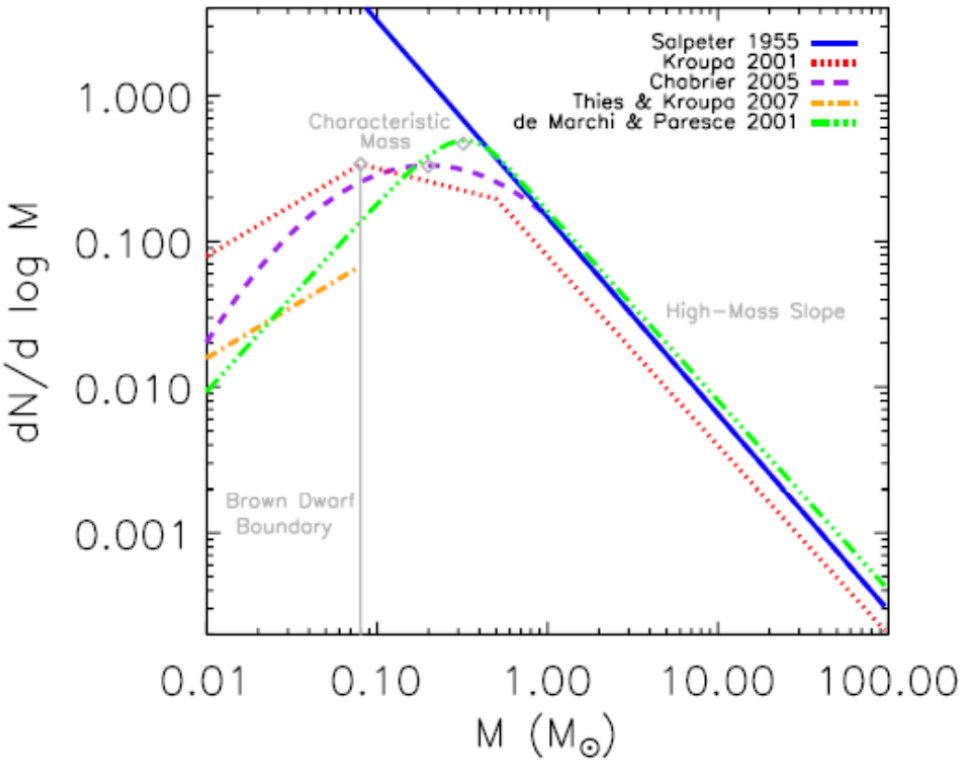


Figura 9 – Funções de massas frequentemente encontradas na literatura. Fonte:(Offner et al., 2014).

A maioria dos estudos observacionais da FMI foram realizados em populações estelares da Via Láctea. As estrelas com massas maiores que 1 $M_{\odot}$ aparentam seguir uma distribuição de lei de potência conforme descrito por (Salpeter, 1955). Para estrelas abaixo de 1 $M_{\odot}$ esta função parece "quebrar"ou "virar", como mostrado na figura 9, que exibe algumas outras principais funções de massas, como a de (Kroupa, 2001) e (Chabrier, 2003).

A figura 10 nos auxilia a interpretar as principais informações que podemos retirar de uma função de massa, a qual também podemos considerar como uma probabilidade de se obter uma estrela com uma dada massa.

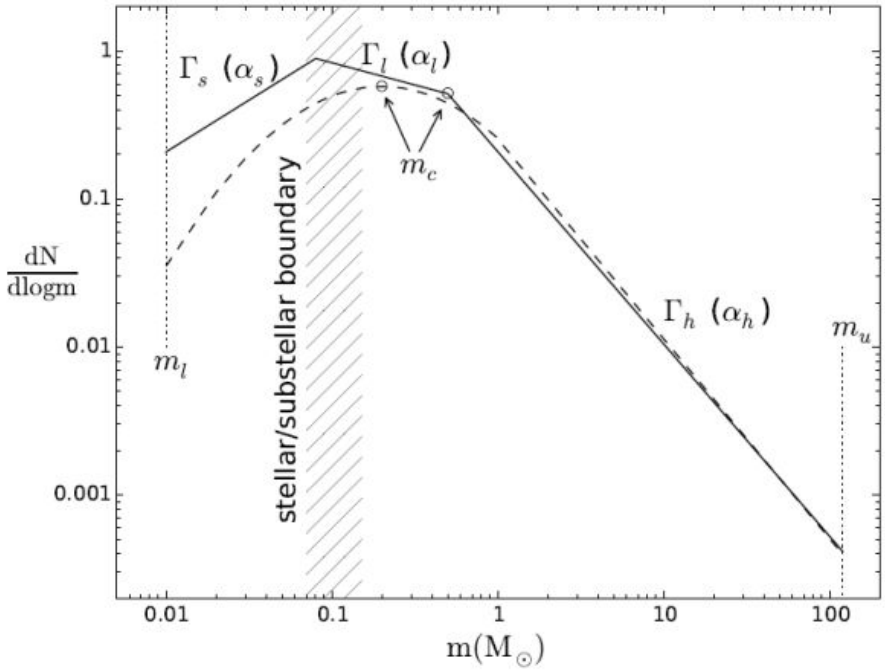


Figura 10 – Exemplo ideal de uma função de massa. Retirado de (Kennicutt ROBERT C.; Tamblyn; Congdon, 1994).

Como mencionado, a distribuição das massas é proporcional a uma lei de potência, tal que $dN/dm \propto (m/M_\odot)^\alpha$ ou em escala logarítmica $dN/dlogm \propto (log(m/M_\odot)^\Gamma$, o expoente usualmente considerado como referência é o valor encontrado por (Salpeter, 1955) de $\alpha = -2.35$, que em escala logarítmica é $\Gamma = -1.35$. Tais notações foram adotadas e revisadas por (Scalo, 1986) e (Kennicutt ROBERT C.; Tamblyn; Congdon, 1994).

Uma região importante da figura 10 é o limite de alta massa, que os autores consideram até aproximadamente 120 $M_\odot$ (Chabrier, 2003) (note que na figura acima o valor da massa é até 100 $M_\odot$) que pode ser indicado por m_u; para o limite de baixa massa (m_l) consideraremos até 0.08 $M_\odot$ (Chabrier, 2003). No entanto, ainda existem limitações ao observar estrelas de tão baixa massa devido a sua baixa luminosidade, o que dificulta a compreensão da função de massa nestas regiões. Apesar das incertezas em baixa massa, as principais funções de massas utilizadas na literatura consideram-nas.

Um aglomerado evolui no tempo e pode perder massa por causa de estrelas ejetadas e de outros fenômenos, portanto, sua FMI seria alterada. Essa nova função de massa observada pode ser então usada como uma ferramenta para a estimativa da massa de estrelas individuais e, por consequência, da massa total de aglomerados estelares. Para isso, é necessário fazer uma contagem de estrelas e relacionar as magnitudes aparentes ou absolutas com a massa através de isócronas teóricas. A massa total de um aglomerado aberto pode ser obtida integrando sua função de massa.

1.2 A Massa de Aglomerados Abertos

A massa é um dos parâmetros fundamentais dos aglomerados estelares. A relação da massa com outros parâmetros destes objetos nos permite obter informações importantes para a compreensão de nossa Galáxia e a evolução estelar. Por exemplo, a relação massa-raio é importante para compreender a evolução dinâmica destes aglomerados, já que durante esses eventos, eles sofrem numerosos encontros com nuvens moleculares onde se formam e, no processo, podem perder massa e reduzir seu tamanho (Joshi et al., 2016; Spitzer LYMAN, 1958). Os tempos de dissolução dos aglomerados dependem de vários fatores como a massa inicial do aglomerado, localização orbital e estrutura interna. Acredita-se que aglomerados mais massivos sobrevivam por mais tempo do que os de baixa massa. Apesar da importância, o estudo da massa tem sido limitado na literatura devido a sua dificuldade.

Um trabalho sobre a dinâmica e as estruturas de aglomerados em que era considerada a massa de estrelas individuais foi o de (Raboud; Mermilliod, 1998a). O artigo traz uma análise sobre Praesepe, um dos aglomerados mais próximos da Terra, e sobre NGC 6231, um aglomerado jovem de estrelas massivas em seu centro. A atribuição de membros para Praesepe foi baseada em dados de movimento próprio, velocidade radial e fotometria nos trabalhos de (Klein Wassink, 1927) e (Hauck et al., 1990). Para NGC 6231, os membros foram determinadas com dados de velocidade radial, conforme o trabalho de (Raboud, 1996). Em ambos os aglomerados, as massas das estrelas foram calculadas apenas para a sequência principal por meio do ajuste visual de isócronas. Alguns dos resultados foram a segregação de massa no intervalo de 1.5–2.3 $M_{\odot}$ em Praesepe, que indica um grau de segregação menos pronunciado se comparado a Plêiades. A segregação também é observada em NGC 6231, aglomerado que possivelmente não está dinamicamente relaxado. Esta observação, segundo os autores, implica que a origem da segregação de massa é possivelmente independente da evolução dinâmica do aglomerado. A massa total de Preasepe foi estimada em 590 $M_{\odot}$, integrando a função de massa e verificou-se a existência de inclinações diferentes para estrelas individuais e binárias. A fração média de binárias total foi de 39%, 43% para a região central até 2 pc e 34% para a região externa.

Devido a sua proximidade com a Terra, Plêiades é um dos aglomerados abertos mais estudados da história. Entretanto, em razão da qualidade dos dados observados, foi apenas em 1998 com o trabalho de (Raboud; Mermilliod, 1998b) que foi possível estimar a sua massa total. Essa estimativa foi feita através de três métodos: raio de maré, teorema do Virial e integração da função de massa. Os valores encontrados por este artigo serão melhor discutidos em uma seção futura. A massa total foi calculada baseando-se em uma lista de 270 membros, determinados com dados do espectrógrafo CORAVEL, que media velocidades radiais das estrelas, considerado um dos melhores da época. Além disso, os autores também encontraram segregação de massa em estrelas binárias e individuais com

massas até 1.0 $M_{\odot}$.

Entre 1997 e 2001 foi elaborado um catálogo com dados obtidos no infravermelho com mais de 300 milhões de objetos observados pelo projeto 2MASS. A partir destes dados, o trabalho de (Adams et al., 2001) catalogou estrelas anãs marrons em Plêiades e determinou uma função de massa para as mesmas, na qual foi verificado um achatamento. Os autores sugerem que isso acontece devido a um esgotamento de estrelas com massas inferiores a 0.5 $M_{\odot}$, que são arremessadas para regiões do halo e consequentemente contribuem para o processo de evaporação dinâmica do aglomerado.

Ao tentar entender o achatamento da função de massa em Plêiades, (Moraux; Kroupa; Bouvier, 2004) desenvolveu dois modelos teóricos a fim de realizar comparações com os dados observacionais. Os modelos eram ricos em binárias e tinham como nuvem progenitora uma nebulosa semelhante a Órion. Neles, foi estabelecida uma concentração de massa inicial evoluída até $t = 100$ mega anos. Os resultados das funções de massa estão de acordo com os dados observacionais, verificados com a conversão da função de luminosidade (Moraux et al., 2003). A evolução final mostrou um aglomerado com segregação de massa, alto grau de relaxamento dinâmico e uma função de massa inicial como do campo galáctico.

Analisando 11 aglomerados abertos próximos, com fotometria 2MASS, J, H e K_s, (Bonatto; Bica, 2005) determinaram a massa total para estes objetos, considerando as estrelas observadas (evoluídas e de sequência principal) e extrapolando suas funções de massa para o limite de 0.08 $M_{\odot}$. A partir de seus resultados, analisaram a segregação de massa, a evolução dinâmica dos aglomerados e as suas implicações nas inclinações das funções de massa. Até o momento, este foi talvez um dos primeiros trabalhos da literatura a extrapolar uma parcela para estrelas de baixa massa.

Um dos primeiros trabalhos da literatura a estudar uma grande amostra de aglomerados foi (Piskunov et al., 2007), que analisou 236 aglomerados abertos próximos ao Sol, selecionados do catálogo, fotométrico e astrométrico, ASCC-2.5 (Kharchenko et al., 2007). O objetivo principal foi derivar os raios de maré e as massas de cada aglomerado ajustando perfis de King (King, 1962). Além disso, foram obtidos valores de raios para as regiões centrais dos aglomerados, bem como as massas de maré. Os resultados apontaram um raio para as regiões centrais em 1.5 pc e 7-10 pc para os raios de maré; e a maioria dos aglomerados tendo massas de maré em uma faixa $log(M_c/M_{\odot}) = 1.6$ e 2.8. No ano seguinte, em um segundo artigo, (Piskunov et al., 2008) ressaltaram que a amostra de 236 aglomerados não representava de maneira satisfatória os aglomerados presentes na vizinhança solar, pois nem todos resultaram em bons ajustes para determinar os raios de maré. Assim, decidiram incluir toda a amostra inicial de 650 aglomerados, desta vez utilizando uma relação entre os raios de maré e o semieixo maior dos 236 aglomerados para estimar os raios que faltavam. O objetivo era obter uma amostra com completude e

minimizar vieses. Contudo, os resultados não se demonstraram tão diferentes dos determinados anteriormente.

Outro estudo com uma grande amostra de aglomerados abertos foi de (Joshi et al., 2016). Nele, foram extraídos 1241 aglomerados abertos, a uma distância de até 1.8 kpc da vizinhança solar, do catálogo MWSC (Kharchenko et al., 2013). Foram realizadas análises estatísticas de vários parâmetros fundamentais como posição espacial, idade, tamanho, massa e extinção. Utilizando as massas totais calculadas por (Piskunov et al., 2008), foi considerada uma relação entre massa e o raio dos aglomerados.

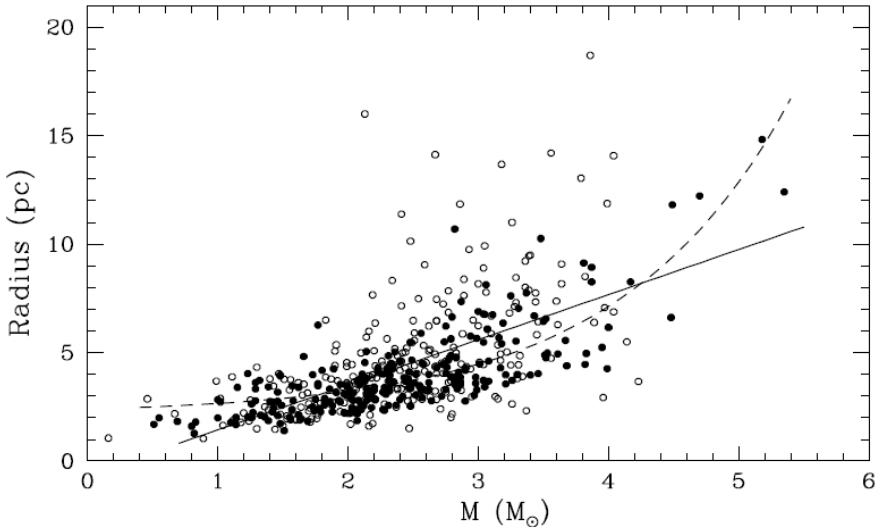


Figura 11 – Os pontos preenchidos representam os aglomerados dentro da órbita solar e, os vazios, os aglomerados fora da órbita solar. A linha contínua representa a regressão linear de melhor ajuste. A curva pontilhada mostra a relação $R \propto M^{1/3}$ para os aglomerados dentro da órbita solar somados a uma densidade de aglomerados constante. A massa está em escala logarítmica.

Da figura 11, (Joshi et al., 2016) concluíram dois pontos pertinentes para nossa discussão: 1) existe uma possível correlação (indicada pela função linear) que aponta que o raio e a massa possuem alguma interferência sobre a densidade interna do aglomerado e 2) os aglomerados massivos com raios maiores, dentro da órbita solar, possuem chances melhores de sobreviver aos choques externos advindos do centro galáctico.

No artigo, relacionou-se também a idade de 489 aglomerados com a mesma massa total, conforme a figura 12. A amostra expressa que aglomerados mais jovens têm massas maiores e perdem suas massas a taxas expressivas, cerca de $150 M_\odot$. Também foi notada uma tendência de queda de massa com o aumento da idade.

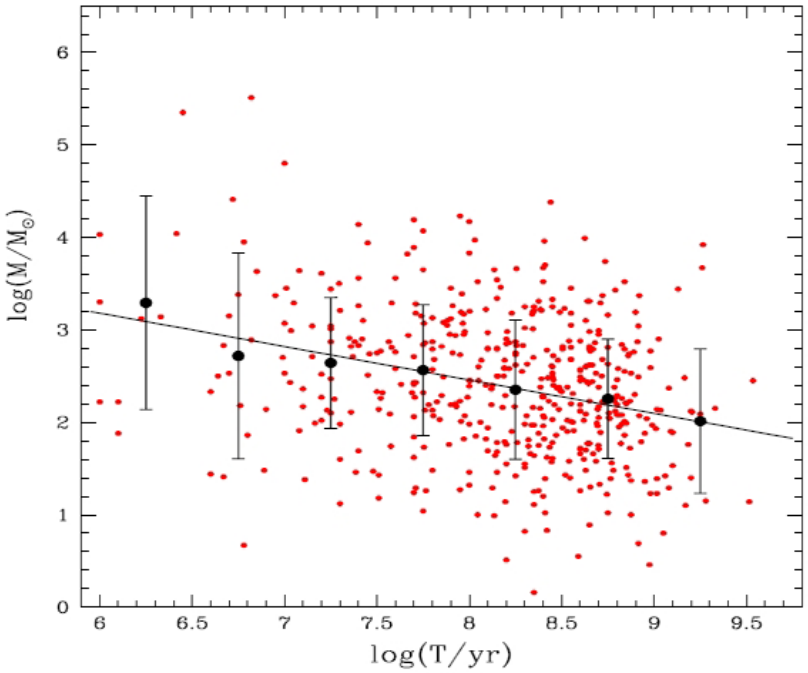


Figura 12 – Relação log-log entre idade e massa total dos aglomerados. Os pontos em vermelhos são os valores médios de log M no intervalo $\Delta logT = 0.5$, enquanto as barras de erro são a variância em torno da média. Um ajuste linear de mínimos quadrados também é plotado como uma linha contínua.

Usando dados astrométricos do catálogo GAIA DR2 e fotometria UBV, (Yontan et al., 2019) determinou as estrelas membro dos aglomerados ASCC 115, Collinder 421, NGC 6793, NGC 7031, NGC 7039, NGC 7086, Roslund 1 e Stock 21. Para estimar as massas individuais das estrelas de sequência principal, foi usada a relação massa-luminosidade, ajustando uma função linear sob as isócronas teóricas de (Bressan et al., 2012). Suas funções de massa foram determinadas e as inclinações foram calculadas dentro de um intervalo de massa conforme a tabela 1.

Nome	N	X	Intervalo de massa
ASCC 115	13	-1.36±0.75	$0.6 < M/M_\odot < 3.6$
Collinder 421	146	-1.14±0.17	$1.0 < M/M_\odot < 4.4$
NGC 6793	87	-1.31±0.31	$0.5 < M/M_\odot < 2.7$
NGC 7031	208	-1.42±0.16	$0.7 < M/M_\odot < 5.6$
NGC 7039	62	-1.32±0.37	$0.4 < M/M_\odot < 2.4$
NGC 7086	538	-1.33±0.12	$0.9 < M/M_\odot < 4.0$
Roslund 1	25	-1.10±0.28	$0.8 < M/M_\odot < 2.4$
Stock 21	96	-1.32±0.16	$0.8 < M/M_\odot < 2.5$

Tabela 1 – N é o número de estrelas da sequência principal; X é a inclinação das funções de massa e o intervalo de massa é correspondente à inclinação.

Em relação aos dados encontrados na tabela, os autores ressaltam que as inclinações para os oito aglomerados estão em boa concordância com o valor de 1.35 de Salpeter.

No trabalho de (Rangwal et al., 2019) foram analisados três aglomerados: NGC 6067, NGC 2506 e IC 4651, usando dados astrométricos do GAIA DR2 e fotometria de campo amplo de telescópios terrestres, a fim de encontrar os melhores membros. As funções de luminosidade dos aglomerados foram convertidas em função de massa utilizando modelos teóricos dados por (Marigo et al., 2017). A partir disso, os resultados mostraram que a inclinação se torna plana quando vai do halo para a região central em todos os três aglomerados. O artigo também ressalta que NGC 2506 possui segregação de massa, mas está dinamicamente relaxado e IC 4651 também apresenta relaxamento. Em ambos pode ter ocorrido uma possível evaporação de estrelas de baixa massa. Resultados semelhantes para IC 4651 também foram observados em (Pandey; Mahra; Sagar, 1992) e (Durgapal; Pandey, 2001).

Usando estatística fractal, (Hetem; Gregorio-Hetem, 2019) tinham como objetivo estudar aglomerados jovens em diferentes estágios de evolução. Para isso, reuniram uma amostra de 50 aglomerados, que incluía embebidos e de idade inferior a 100 mega anos de diferentes regiões da galáxia. As massas individuais foram calculadas usando isócronas e caminhos evolutivos de (Bressan et al., 2012) e (Marigo et al., 2017). Os resultados mostram que 46% dos aglomerados não apresentam segregação de massa.

A partir de um conjunto de dados GAIA DR2, 2MASS, WISE, APASS e Pan-STARRS1, (Bisht et al., 2020) estudaram os aglomerados Czernik 14, Haner 14, Haner 17 e King 10, estimando suas massas totais, integrando a função de massa (convertida da função de luminosidade), o que resultou em $\approx 348 M_{\odot}$, $\approx 595 M_{\odot}$, $\approx 763 M_{\odot}$ e $\approx 1088 M_{\odot}$ para os respectivos aglomerados supracitados. A partir do cálculo de suas idades, concluíram que todos os aglomerados estão dinamicamente relaxados e apresentam segregação de massa.

O catálogo *StarHorse* de (Anders et al., 2022) apresenta 362 milhões de parâmetros estelares baseados nos catálogos fotométricos de Pan-STARRS1, SkyMapper, 2MASS e AllWISE e Gaia EDR3. Dentre estes parâmetros, os autores determinaram as massas individuais das estrelas baseando-se nas informações fotométricas. Apesar da quantidade de massas estimadas, os autores ressaltam que essas são parâmetros de saída secundários e não possuem tanta precisão em comparação com seus parâmetros primários. No entanto, auxiliam na estimativa das massas individuais e serão importantes para nortear nossa discussão para o aglomerado de Plêiades.

É possível notar alguns assuntos predominantes no que diz respeito à obtenção das massas de aglomerados abertos, como segregação de massa, inclinações das funções de massa e relaxamento dinâmico. Em sua maioria, esses assuntos são estudados através de técnicas indiretas. A determinação de massa também pode elucidar tópicos ainda

pouco explorados, por exemplo: dinâmica, estrutura e distribuição das massas dentro dos aglomerados. Além disso, pode fornecer informações importantes sobre a estrutura da galáxia.

1.3 Este trabalho

Apesar dos avanços observacionais nos últimos anos, como a disponibilização dos catálogos Gaia e a criação de métodos de ajuste de isócronas automatizados, alguns aspectos fundamentais dos aglomerados abertos ainda não foram estudados de maneira adequada. Por exemplo, ainda são necessários estudos detalhados acerca da determinação das massas das estrelas, da distribuição de massa das populações de estrelas individuais e binárias, das massas totais e da segregação de massa. A dificuldade da determinação das massas se deve às medidas indiretas e incertas − principalmente por conta das limitações das bases de dados e dos métodos empregados.

Com o intuito de melhorar este cenário, utilizamos dados fotométricos do catálogo EDR3 (Gaia Collaboration et al., 2021) em conjunto com as informações de alta qualidade e abrangência dos parâmetros fundamentais determinados pelo grupo de astrofísica UNIFEI-USP, especializado em aglomerados abertos. A partir dos resultados obtidos, esperamos fornecer para a literatura uma amostra confiável de massas individuais e totais, além de informações mais precisas relacionadas às funções de massas e à concentração de massa destes objetos. Ademais, também esperamos relacionar a massa dos aglomerados com parâmetros fundamentais, a fim de observar suas implicações sobre aspectos da estrutura e evolução da nossa Galáxia. Dessa forma, esperamos obter boa precisão e acurácia em uma amostra estatisticamente significativa.

2 Metodologia

A metodologia está dividida em uma breve apresentação do projeto Gaia (ESA) e sua instrumentação, que possibilitou a criação de um catálogo de parâmetros fundamentais para aglomerados abertos com maior precisão. Este feito nos permite, neste momento, estudar a massa dos aglomerados abertos com mais detalhes e para isso desenvolvemos um novo método de determinação de massas individuais usando aglomerados gerados sinteticamente a partir de isócronas teóricas.

Neste capítulo também discutiremos um dos métodos tradicionais mais empregados na literatura baseado nas funções de luminosidades e, por fim, apresentamos como calculamos a massa total dos aglomerados após obter suas massas individuais.

2.1 Dados observacionais da missão Gaia

Os dados utilizados neste trabalho advém do observatório espacial Gaia, um instrumento com foco em astrometria da Agência Espacial Europeia (ESA) lançado em 2013 e com previsão de operação até 2022. A missão tem como objetivo construir um catálogo astrométrico e fotométrico com mais de 1 bilhão de estrelas e vem sendo publicado em parcelas, a primeira DR1 liberada em 2016, a segunda DR2 em 2018 e, até o momento, a EDR3 divulgada em 2020.

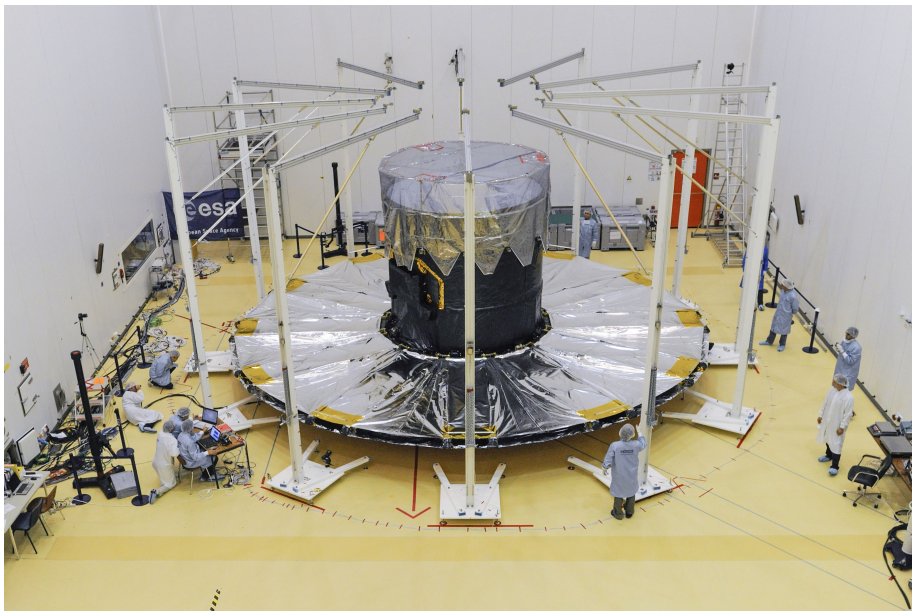


Figura 13 – Gaia no espaçoporto europeu em Kourou, Guiana Francesa, em 10 de outubro de 2013. Crédito: ESA–M. Pedoussaut, 2013.

Atualmente a fotometria vem sendo realizada a partir de três diferentes medições de fluxo. A primeira é a banda G, usada para coletar o máximo possível de luz, sendo a banda de passagem mais ampla, com uma cobertura aproximada de $330-1050\ nm$ (desde o ultravioleta até o infravermelho próximo). Existem duas outras medições apresentadas no GAIA DR2, as quais são magnitudes do espectro de dispersão da banda integrada G e se estendem em bandas de passagem menores, denominadas G_{BP} e G_{RP} e cobrem uma faixa de comprimento de onda de aproximadamente 330 a 680 nm e 630 a 1050 nm respetivamente; são frequentemente utilizadas como índice de cor $BP-RP$ em escala de magnitude.

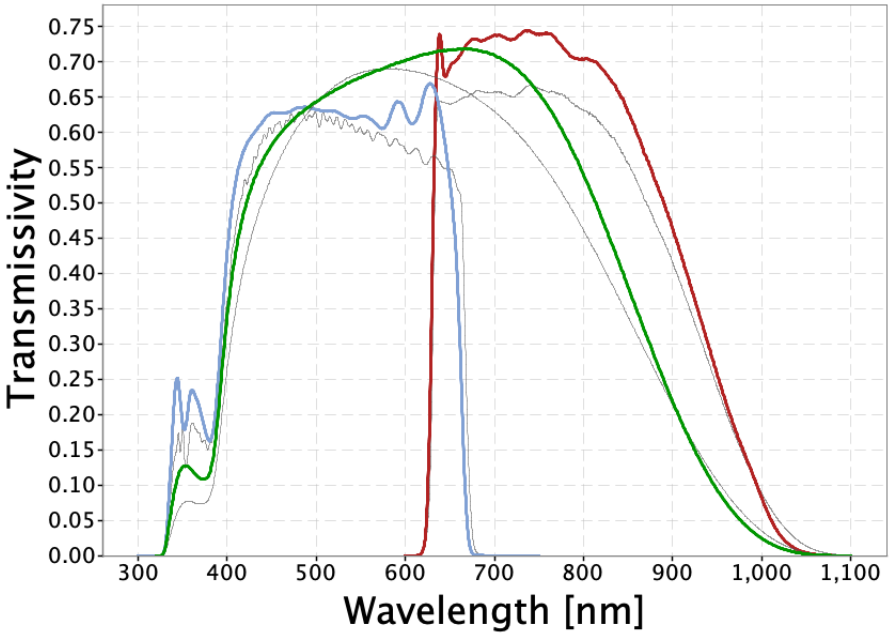


Figura 14 – Bandas de passagem do Gaia EDR3. As linhas coloridas na figura mostram os filtros G (verde), G_{BP} (azul) e G_{RP} (vermelho). As linhas cinzas ilustram as bandas nominais usadas no Gaia DR1. Créditos: ESA/Gaia/DPAC, P. Montegriffo, F. De Angeli, M. Bellazzini, E. Pancino, C. Cacciari, D. W. Evans e equipe CU5/PhotPipe.

A instrumentação fotométrica do Gaia possui um erro observacional atrelado a suas medições. O erro inclui todos os efeitos instrumentais conhecidos, incluindo a luz perdida em períodos de rotação do telescópio para as magnitudes observadas em cada banda.

O comportamento do erro é explicitado na documentação do catálogo Gaia e é expresso por:

$$\sigma_G = 1.2 \times 10^{-3}(0.04895 \times z^2 + 1.8633 \times z + 0.0001985)^{1/2} \tag{2.1}$$

onde $z = max[10^{0.4(12-15}, 10^{0.4(G-15)}]$.

Para BP e RP é calculado o índice de cor $V - I_c$ referente aos coeficientes de $G - V$ e $G - I$. Assim, temos:

$$\sigma_{BP/RP} = 10^{-3} \times (10^{a_{BP/RP}} \times z^2 + (10^{b_{BP/RP}} \times z + (10^{c_{BP/RP}})^{1/2}, \tag{2.2}$$

onde $z = max[10^{0.4(11-15}, 10^{0.4(G-15)}]$ e os coeficientes a, b e c:

$a_{BP} = -0.000562 \times (V - I_c)^3 + 0.044390 \times (V - I_c)^2 + 0.355123 \times (V - I_c) + 1.043270;$
$b_{BP} = -0.000400 \times (V - I_c)^3 + 0.018878 \times (V - I_c)^2 + 0.195768 \times (V - I_c) + 1.465592;$
$c_{BP} = +0.000262 \times (V - I_c)^3 + 0.060769 \times (V - I_c)^2 - 0.205807 \times (V - I_c) - 1.866968;$
$a_{RP} = -0.007597 \times (V - I_c)^3 + 0.114126 \times (V - I_c)^2 - 0.636628 \times (V - I_c) + 1.615927;$
$b_{RP} = -0.003803 \times (V - I_c)^3 + 0.057112 \times (V - I_c)^2 - 0.318499 \times (V - I_c) + 1.783906;$
$c_{RP} = -0.001923 \times (V - I_c)^3 + 0.027352 \times (V - I_c)2^2 - 0.091569 \times (V - I_c) - 3.042268$
(Gaia Collaboration et al., 2016).

Esse modelo de erro foi o implementado em nossos procedimentos de geração de aglomerados sintéticos, como será descrito a seguir. Os dados do catálogo Gaia EDR3 foram usados pelo nosso grupo para a obtenção dos parâmetros fundamentais de aglomerados abertos usados neste trabalho.

2.2 Catálogo de aglomerados abertos

O catálogo GAIA EDR3 (Gaia Collaboration et al., 2021) é a terceira publicação de dados da missão e contém astrometria e fotometria com $G \leq 21$ para aproximadamente 1.8 bilhões de fontes luminosas. Como consequência da alta qualidade de dados, estas informações possibilitam a determinação e caracterização de membros de milhares de aglomerados abertos (Cantat-Gaudin et al., 2018); (Soubiran et al., 2018); (Monteiro et al., 2021), levando a DCMs bem definidos e, portanto, permitindo a determinação dos parâmetros fundamentais com maior precisão.

Dessa maneira, utilizando o catálogo EDR3 do Gaia, um recente catálogo de aglomerados abertos foi elaborado no trabalho de (Dias et al., 2021), selecionando 1743 objetos com seus membros determinados a partir dos estudos de (Cantat-Gaudin; Anders, 2020), (Castro-Ginard et al., 2020), (Liu; Pang, 2019), (Sim et al., 2019), (Monteiro et al., 2020) e (Ferreira et al., 2020). Um dos principais objetivos do trabalho era a determinação dos parâmetros fundamentais desses aglomerados. Para isso, foram realizados ajustes de isócronas, utilizando um método de otimização desenvolvido em (Monteiro et al., 2017). Essencialmente, este método pode ser resumido em quatro passos:

- 1) gera-se uma amostra aleatória inicial de parâmetros de ajuste, respeitando critérios predefinidos;

- 2) seleciona-se os 10% melhores ajustes (os mais próximos dos dados observados);
- 3) gera-se uma nova amostra aleatória de parâmetros derivados de uma nova distribuição, com base nos 10% melhores candidatos calculados no passo anterior;
- 4) repete-se até que os critérios de convergência ou parada sejam alcançados.

O método usa como base os modelos teóricos obtidos com o código estelar PARSEC: the **PA**dova t**R**ieste **S**tellar **E**volution **C**ode (Bressan et al., 2012), que é uma atualização do código de trilhas evolutivas e isócronas de Padova amplamente utilizadas pela comunidade em astrofísica (Bressan et al., 1993; Bertelli et al., 1994; Girardi et al., 2000; Marigo, 2001; Bertelli et al., 2008).

Neste trabalho utilizamos os dados EDR3, que serão futuramente publicados no catálogo de parâmetros fundamentais de aglomerados abertos em sua versão atualizada. Desta amostra inicial, contendo 1743 aglomerados, foi selecionada uma subamostra através de análise visual, em que foram retirados DCMs que exibiam I) poucas estrelas dispostas no diagrama, II) muitas estrelas distantes do ajuste da isócrona e III) isócronas mal ajustadas. Essa análise resultou em uma amostra final de 895 aglomerados abertos.

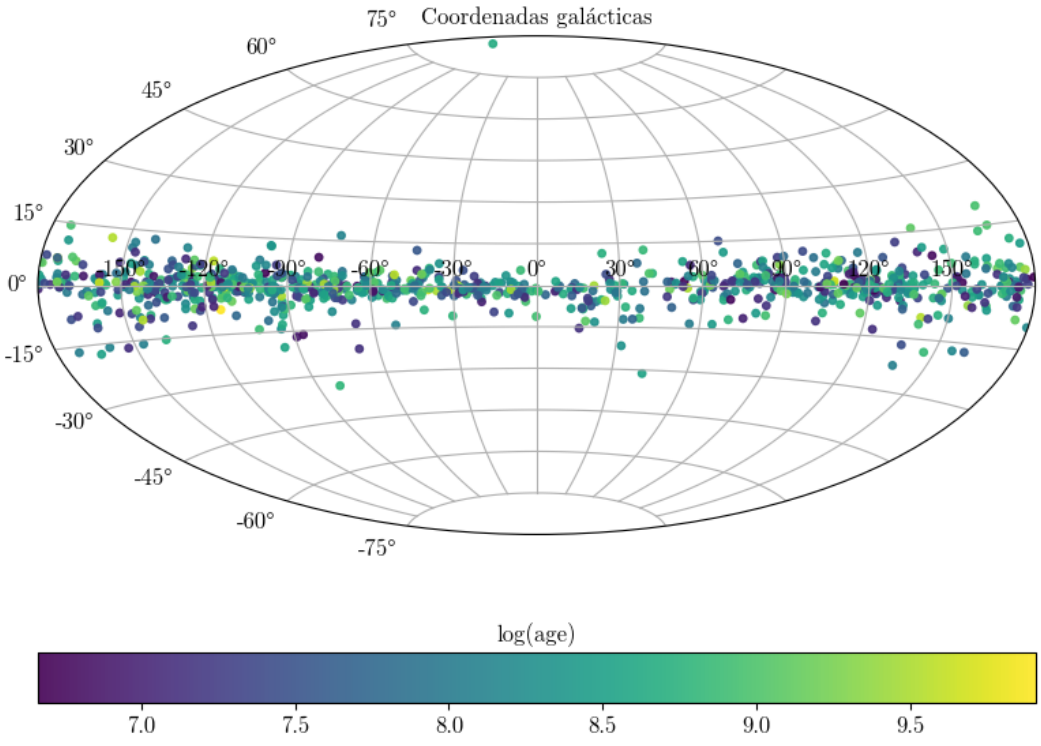


Figura 15 – Distribuição galáctica dos 895 aglomerados abertos selecionados neste trabalho. O gráfico apresenta os aglomerados em coordenadas galácticas. A cor é proporcional à idade, sendo azul um aglomerado jovem, verde de idade intermediária e amarelo um aglomerado velho.

2.3 Métodos tradicionais de determinação de massa

A partir dos parâmetros fundamentais dos aglomerados abertos, torna-se viável a determinação de massa das estrelas membro e, portanto, da massa do aglomerado. Na discussão dos principais trabalhos acerca da massa de aglomerados, notamos que a massa individual das estrelas é frequentemente estimada a partir da função de luminosidade, obtida com o ajuste de isócronas. Em sua essência, esses métodos usam a relação massa-luminosidade, que associa a luminosidade de uma estrela a sua massa, historicamente descrito por (Kuiper, 1938).

Desta forma, conhecendo as luminosidades das estrelas membro, assim como a idade, distância e avermelhamento, que implicam no ajuste da isócrona, podemos determinar suas massas individuais nos aglomerados. Com essas determinadas, podemos analisar sua distribuição de massa e integrá-la, obtendo a massa total do aglomerado. Outra alternativa é somar as massas das estrelas para estimar a massa total, o que é recomendado quando se tem uma boa definição dos membros.

Outro método comumente utilizado para estimar a massa total de aglomerados é baseado em considerações dinâmicas e ajustes do perfil de King (King, 1962). Esse último é uma ferramente aplicada que considera os aglomerados abertos como sistemas esféricos em equilíbrio e com perfis de densidade bem definidos − requisitos que não são necessariamente elementares em aglomerados abertos (Piskunov et al., 2007). Por este motivo, é um método indireto que pode superestimar a massa dos aglomerados e não será explorado neste trabalho.

2.4 Aglomerados Sintéticos

Para descrever o novo método de determinação de massas, precisamos descrever a sua ferramenta fundamental: aglomerados sintéticos. Chamamos aglomerados sintéticos os aglomerados criados por um *script* em python utilizando diversas bibliotecas.[1]. Neste programa temos a autonomia de definir diversos parâmetros como idade, distância, metalicidade, avermelhamento, fração de binárias e número de estrelas para compor o aglomerado. Além disso, temos informações sobre a massa individual de cada estrela membro e suas magnitudes nos filtros G, G_{BP} e G_{RP} do Gaia EDR3.

O processo de geração do aglomerado sintético segue os seguintes passos:

- Definição dos parâmetros fundamentais idade e metalicidade;
- Busca em um grid a respectiva isócrona teórica para estes parâmetros;

[1] As principais bibliotecas utilizadas foram numpy, matplotlib, scypy e astropy

- Produção de amostra de um número predefinido de estrelas nesta isócrona usando a FMI de Chabrier como distribuição de probabilidades;
- Adição de binárias conforme a fração predefinida;
- Simulação predefinida de distância e de avermelhamento das estrelas;
- Adição de erros fotométricos segundo a definição dos dados Gaia EDR3;
- Distribuição espacial das estrelas de acordo com um perfil de King.

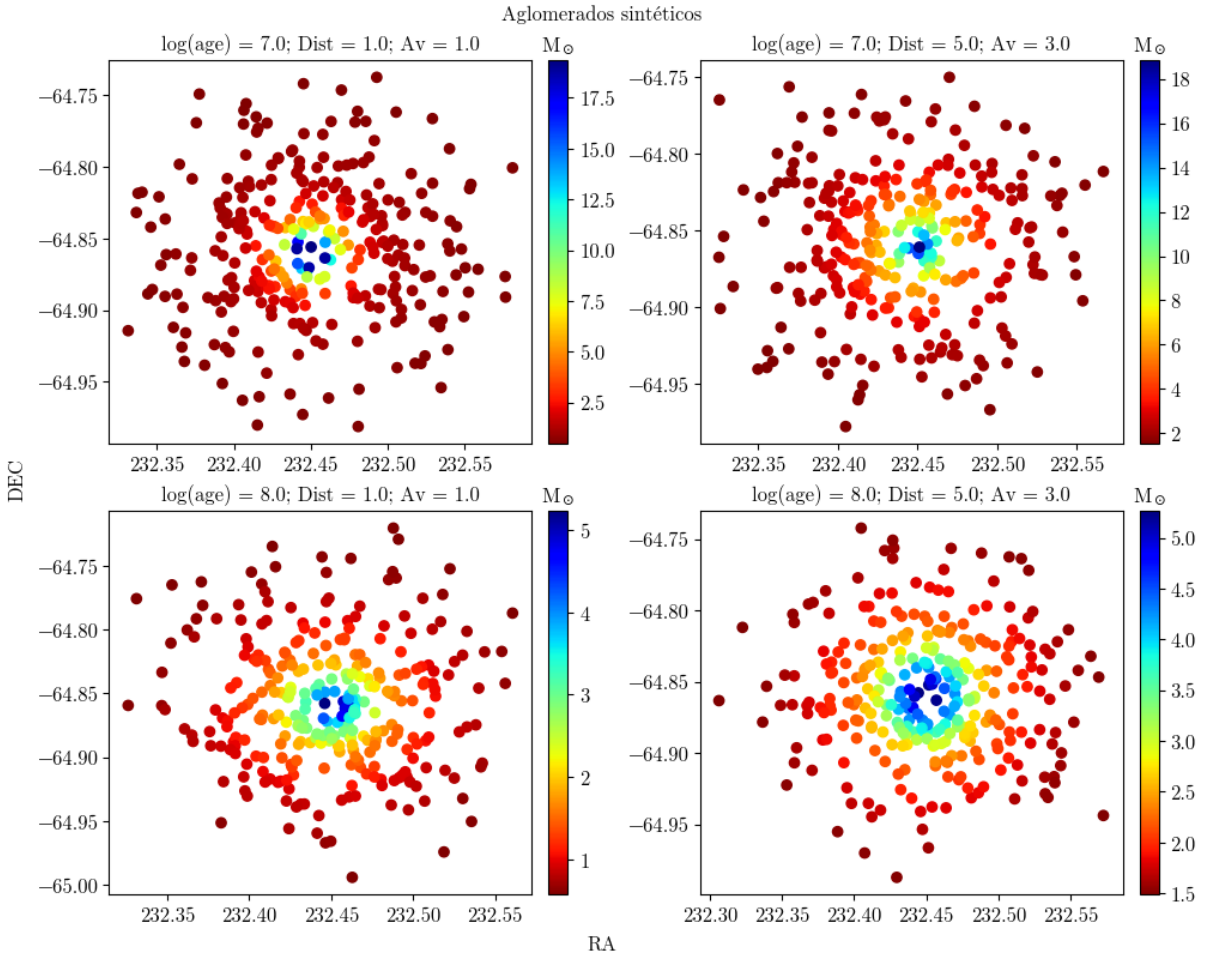


Figura 16 – Quatro aglomerados sintéticos plotados em coordenadas RA e DEC para duas idades, distâncias e avermelhamentos.

As coordenadas RA e DEC também são atribuídas a cada estrela sintética, essas são associadas baseadas em um perfil de King em que definimos o raio do núcleo e a densidade estelar do aglomerado. A figura 16 é um exemplo de quatro aglomerados sintéticos em idades intermediárias de 300 estrelas[2] e com variações de distância e avermelhamento.

[2] O valor de 300 estrelas sintéticas observadas com suas respectivas massas e magnitudes teóricas, advêm de uma média de estrelas encontradas em aglomerados abertos reais do catálogo de (Dias et al., 2021)

Nesta figura exemplificamos a aleatoriedade da distribuição de estrelas nas coordenadas RA e DEC, e também suas respetivas massas. Note que as regiões centrais concentram as estrelas mais massivas e nas regiões externas as menos massivas.

Para reproduzir um aglomerado observável, introduzimos os erros fotométricos do Gaia e uma lei de extinção segundo (Fitzpatrick et al., 2019). Além disso, inserimos um limite de magnitude aparente no filtro G de 19, pois acima desse valor os erros fotométricos do Gaia são relativamente altos e podem induzir incertezas.

Com todos esses atributos discutidos, montamos um grid de aglomerados sintéticos que abrange os seguintes parâmetros:

- Idade: de log(age) = 6.6 até log(age) = 10.13 dex;
- Distância: de 0.0 até 5 kpc;
- Avermelhamento: de 0.0 até 5.0 mag;
- Limite de massa: 0.09 $M_{\odot}$ para a massa inferior e sem limite para massa superior;
- $[Fe/H]$: de -0.90 até +0.70 dex − os sintéticos apresentados neste capítulo e para futuros testes possuem metalicidade solar.

Nas figuras a seguir temos alguns exemplos dos DCMs de aglomerados sintéticos, desde o mais jovem até o mais velho do grid. Suas respectivas massas totais observadas foram calculadas somando individualmente as massas de cada estrela individual e binária; suas respectivas isócronas originais, as quais foram utilizadas na geração, também são exibidas nas figuras.

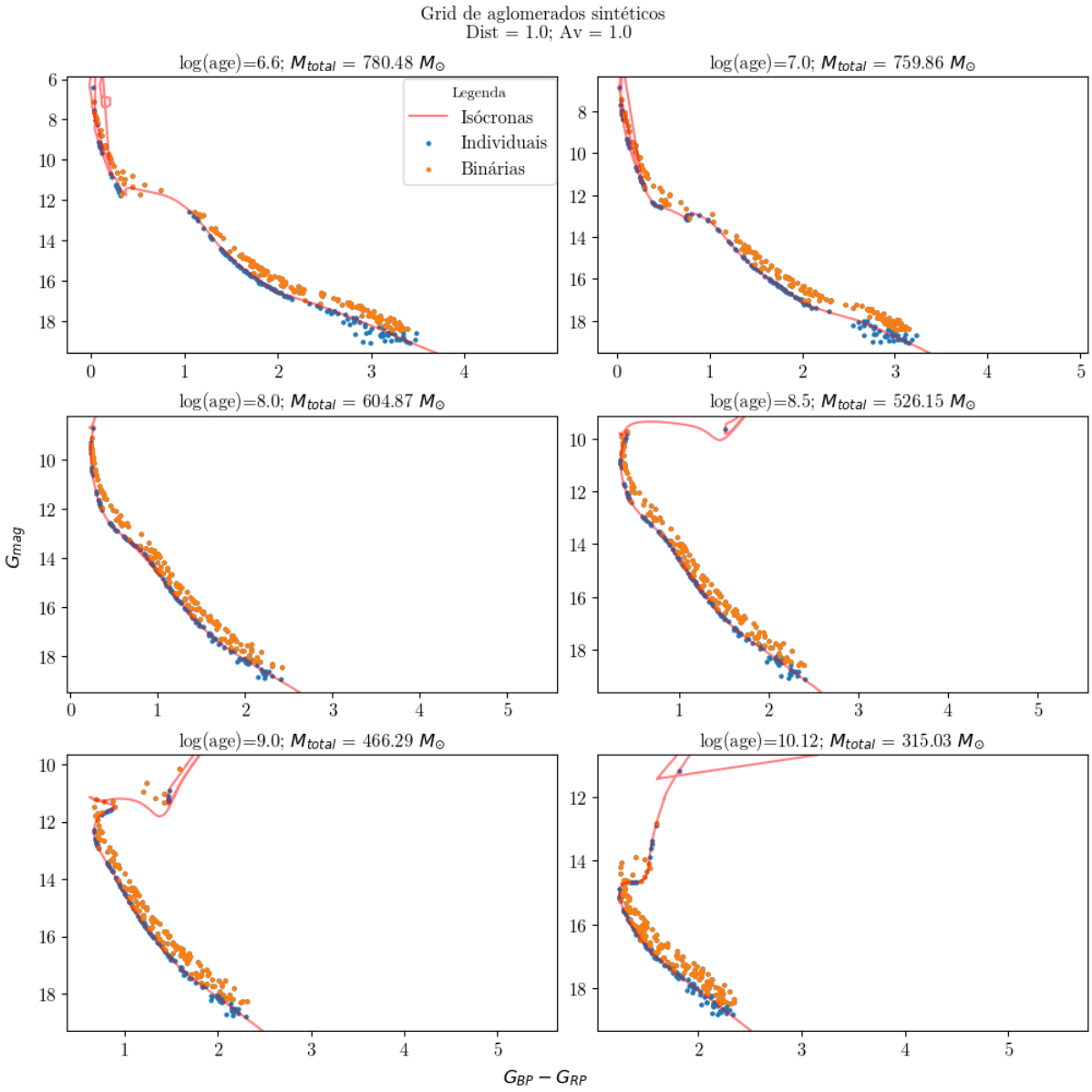


Figura 17 – DCMs de aglomerados sintéticos do grid para seis idades diferentes com distância de 1.0 kpc e avermelhamento de 1.0 mag.

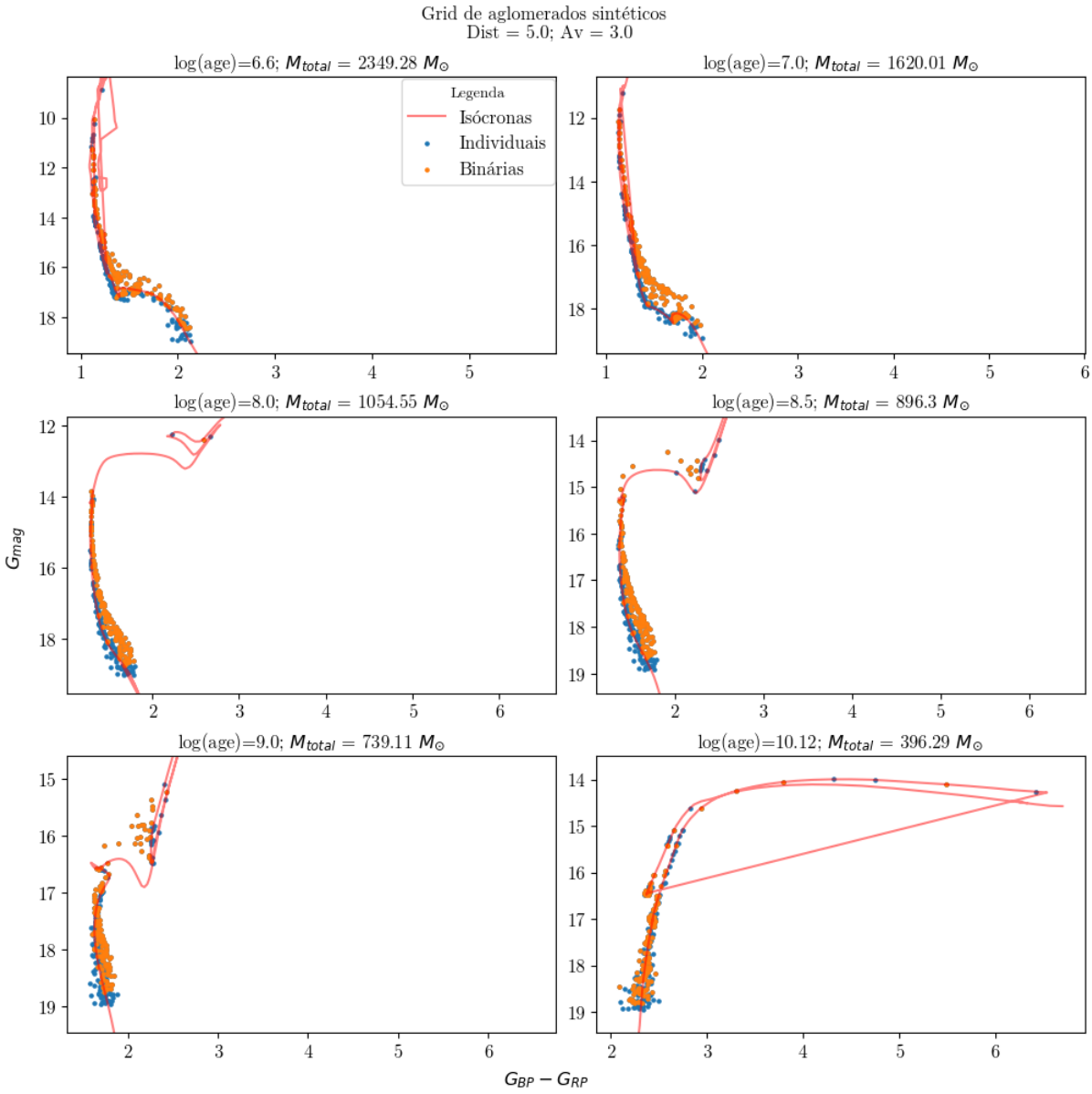


Figura 18 – DCMs de aglomerados sintéticos do grid para seis idades diferentes com distância de 5.0 kpc e avermelhamento de 3.0 mag.

Repare que nos DCMs das figuras 17 e 18 as estrelas binárias são apresentadas em laranja. Essa possibilidade de simular uma fração de binárias para compor a gama de estrelas é um dos principais méritos dos aglomerados sintéticos. Em nosso trabalho, adotamos para esses aglomerados uma fração de binárias de 50% (150 estrelas, no caso do exemplo) para serem um sistema duplo. Conferimos para cada estrela sorteada como binária, uma estrela companheira de massa correspondente a uma fração da primária. Isso ocorre de acordo com uma distribuição de probabilidades que tem seu pico em torno de 80% da massa da estrela primária. Com a massa atribuída a essa estrela secundária, também dispomos de sua magnitude. Assim, a combinamos com a magnitude da primária

e, dessa forma, o sistema binário é representado nos DCMs como um único ponto.

Por fim, a vantagem fundamental de gerar um aglomerado sintético é conhecer todos seus parâmetros previamente. Isso nos possibilita testar qualquer método de cálculo de massa, pois podemos comparar o valor estimado com o valor real da massa total ou das estrelas individuais.

2.5 Uma nova determinação de massas individuais

Considerando o que foi discutido, propomos um novo método de determinação de massa das estrelas membro dos aglomerados abertos, tendo como base os aglomerados sintéticos. Referenciamo-nos a esse método como Determinação de Massa Individual (doravante DMI). Fundamentalmente, o processo efetua uma comparação dos dados fotométricos observados com os gerados para o aglomerado sintético. Em relação a esse último, conhecemos a massa equivalente para cada estrela. As etapas do novo método serão explicadas a partir de um exemplo em que o aglomerado sintético observado possui as seguintes características: log(age) = 8.5, distância = 1.0 kpc, avermelhamento = 1.0 mag, metalicidade solar e com 300 estrelas observáveis. Essas etapas serão detalhadas a seguir:

- I) A partir da geração do aglomerado sintético observado com os parâmetros citados, é sobreposto um aglomerado sintético de 10000 estrelas com os mesmos parâmetros fundamentais predeterminados (idade, distância, avermelhamento e metalicidade) do aglomerado observado para o qual queremos determinar a massa. Na figura 19, estas estrelas estão representadas por um círculo e sua escala de cor varia conforme sua massa, sendo as menos massivas em vermelho, as intermediárias em verde e as mais massivas em azul. Perceba pela região do DCM, onde foi realizado o zoom, que as estrelas observadas (em cinza) se sobrepõem a uma gama de estrelas sintéticas.

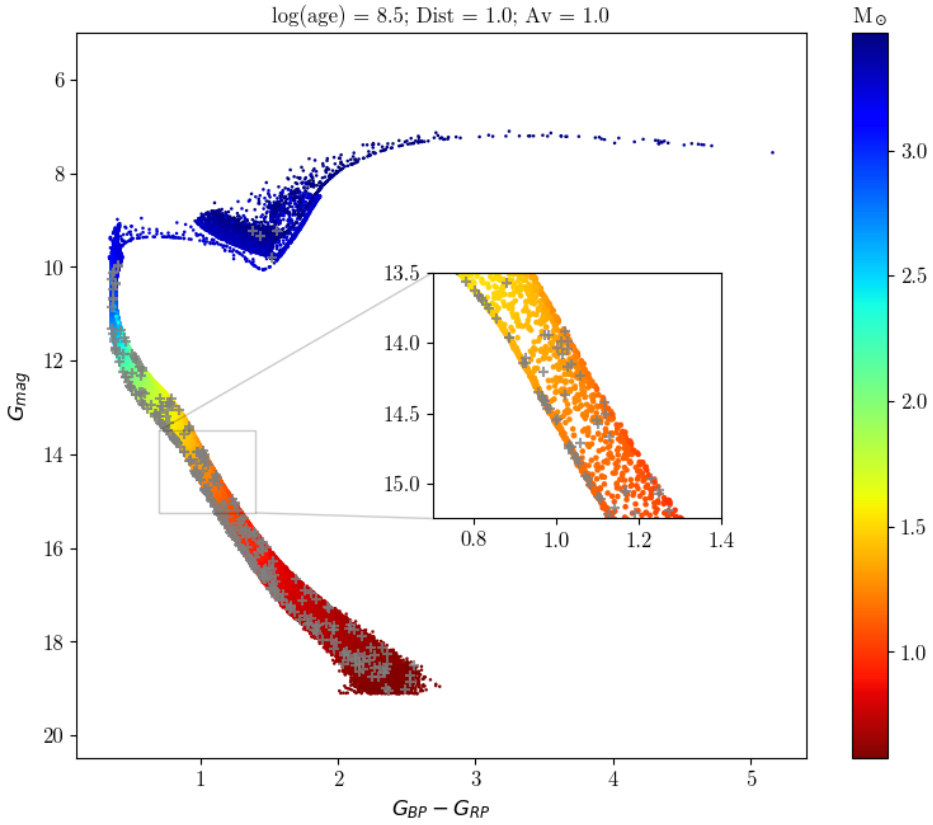


Figura 19 – Exemplo de determinação de massa com um aglomerado sintético. Geramos um aglomerado sintético de log(age) = 8.5, distância = 1.0 kpc, avermelhamento = 1.0 magnitude, de metalicidade solar e com 300 estrelas observáveis − estas últimas são representadas pelas marcações "+"em cinza.

- II) Para cada estrela do aglomerado observado, comparamos sua magnitude com as 10000 magnitudes das estrelas do aglomerado sintético e encontramos o menor valor das diferenças de magnitudes. Esta etapa efetivamente encontra a estrela com a distância euclidiana mínima em relação à observada, segundo a seguinte equação:

$$d = \sqrt{(M_{ind} - M_{sint})^2_G + (M_{ind} - M_{sint})^2_{G_{BP}} + (M_{ind} - M_{sint})^2_{G_{RP}}} \tag{2.3}$$

sendo M_{ind} a magnitude de uma única estrela observada e M_{sint} representando a interação com todas as magnitudes das estrelas do aglomerado sintético. A menor diferença entre as magnitudes significa que a estrela sintética está mais próxima de representar a estrela observada. Veja a figura 20.

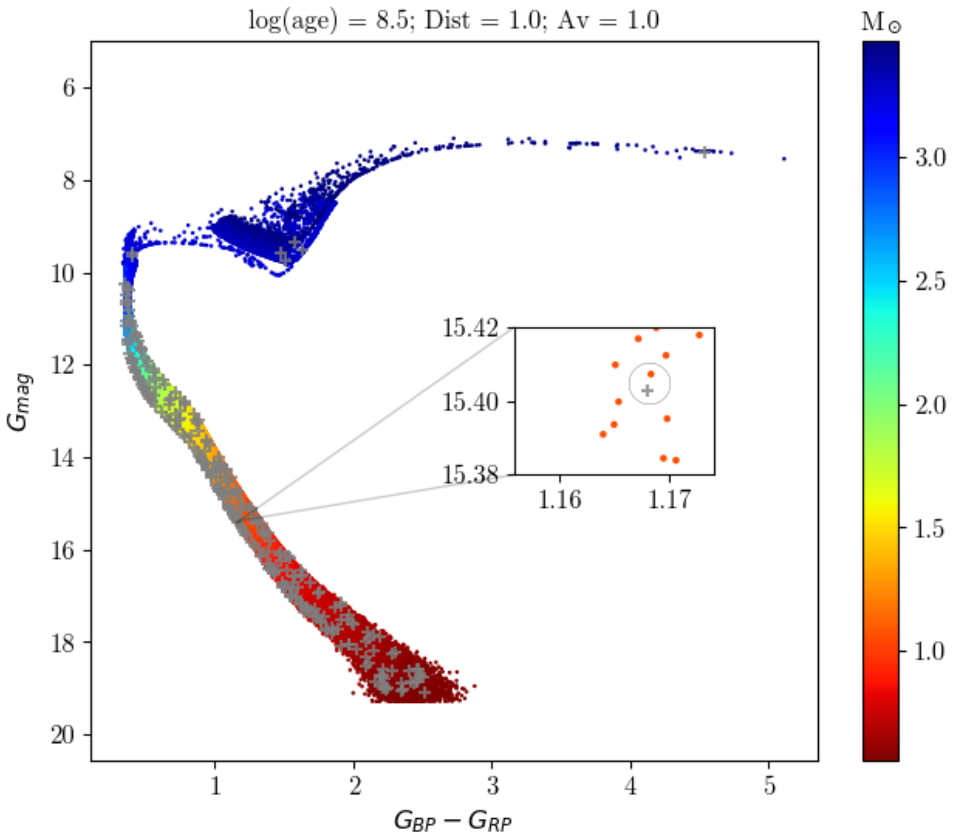


Figura 20 – Menor distância entre a estrela observada e a estrela sintética.

- III) Com a estrela sintética mais próxima determinada, atribuímos à estrela observada a sua massa (e de sua companheira, se for o caso) e este parâmetro é salvo. Nesta etapa também ocorre a distinção entre as estrelas individuais e binárias. Para tanto, o código verifica a massa da companheira determinada e, se essa não for nula, a estrela é marcada como binária.

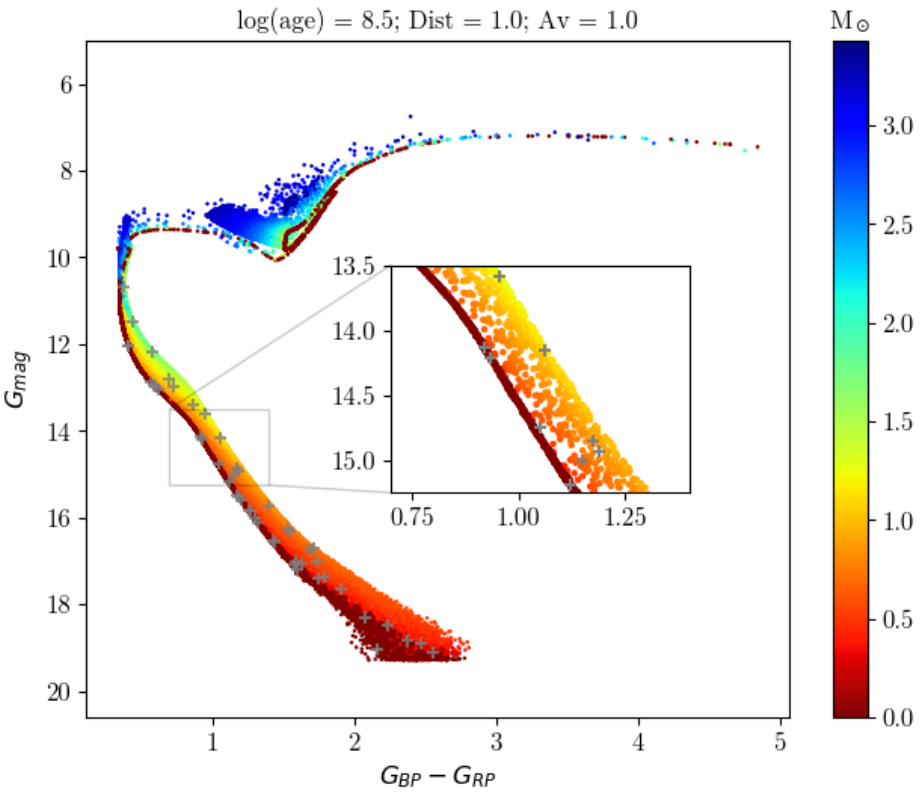


Figura 21 – DCM exibindo a região da sequência principal correspondente à cor marrom e também a região das binárias seguindo o espectro de cor das massas. Diminuímos o número de estrelas observadas para 50 a fim de facilitar a visualização.

Na figura 21, para evidenciar a região do DCM correspondente às estrelas binárias, mantivemos o espectro de cor relacionado à massa das estrelas e exibimos a sequência principal com uma cor diferente, dessa forma é possível notar estas duas regiões no DCM. Assim, quando a magnitude de uma estrela corresponder à região das binárias, a estrela observada é demarcada como binária e a massa do sistema é atribuída a essa estrela. Nesse processo, foi incluído a massa da estrela secundária/companheira.

- IV) As etapas I, II e III são repetidas em 200 ciclos. Em cada ciclo um novo aglomerado sintético é gerado. Assim, cada estrela do aglomerado observado terá 200 possíveis massas que a melhor representam. Desta amostra, fazemos uma média e o resultado será a massa final da estrela. Essa média também inclui a verificação final de que se uma estrela é binária: se na maioria dos ciclos a estrela observada assumiu uma probabilidade de sistema binário, será atribuída uma massa para esta estrela, ou seja, uma massa para a estrela primária e para a secundária.

O método DMI usa o método de Monte Carlo, que é uma grande amostra aleatória

parametrizada repetida muitas vezes. Com essa estratégia, conseguimos obter boa determinação de massa e também caracterizar os erros decorrentes do procedimento, resultando em uma boa confiabilidade estatística.

Os valores utilizados de 200 ciclos e 10000 estrelas sintéticas advêm de testes com o propósito de medir o desempenho do nosso método e minimizar erros e custos computacionais. Para realizar isso, geramos um aglomerado sintético de log(age) = 8.5, igual ao discutido anteriormente, e com apenas 1 ciclo. Em seguida, executamos o código de determinação de massa, variando o número de 300 a 10000 estrelas sintéticas, a fim de sobrepor as estrelas do aglomerado sintético observado. Assim, para cada massa estimada pelo método, calculamos um erro relativo comparado com a massa da estrela observada e, ao final, calculamos um erro relativo médio.

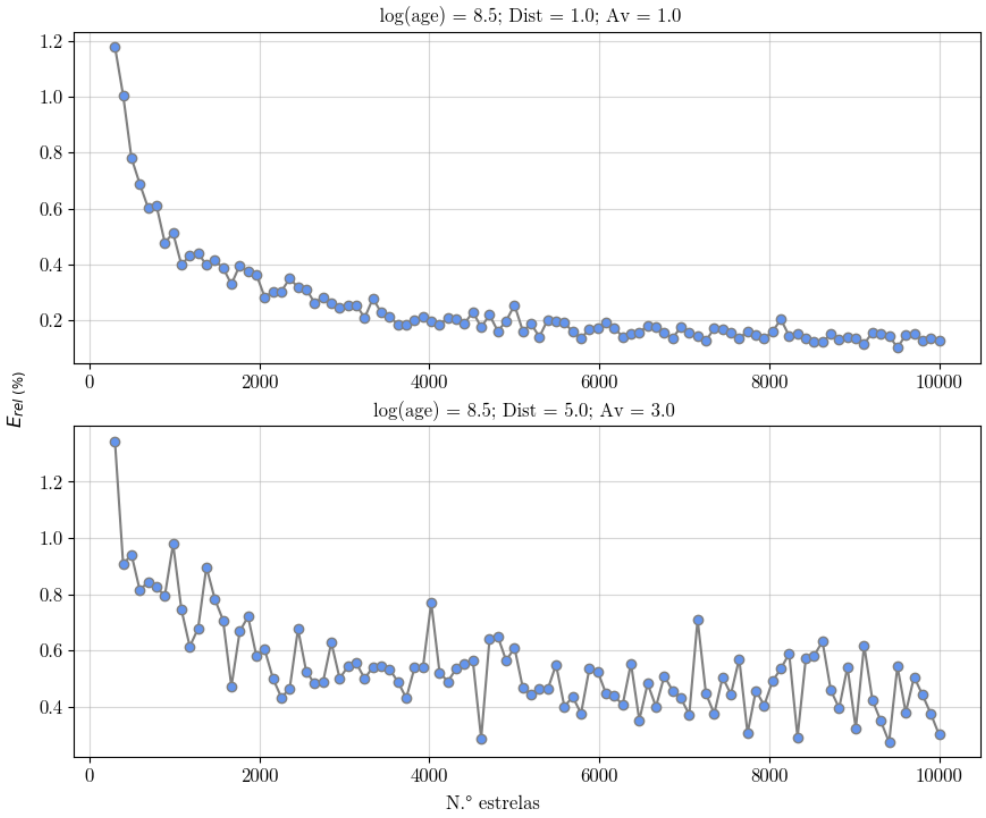


Figura 22 – Teste de desempenho do método de determinação de massa para 1 ciclo com variações de 300 a 10000 estrelas sintéticas.

Na figura 22 cada ponto representa o resultado do erro relativo médio em relação ao número de estrelas sintéticas geradas para estimar a massa em cada ciclo. Perceba que há uma estabilização da curva próximo de 8000 e 10000 estrelas sintéticas e que o aglomerado mais distante sofre variações maiores no erro relativo médio. Além disso, o ruído em ambos os gráficos é consequência da aleatoriedade do método Monte Carlo.

De forma semelhante, prosseguimos para determinar o número de ciclos. Como sabemos da estabilidade em torno de 10000 estrelas sintéticas, variamos o número de ciclos de 10 a 1000.

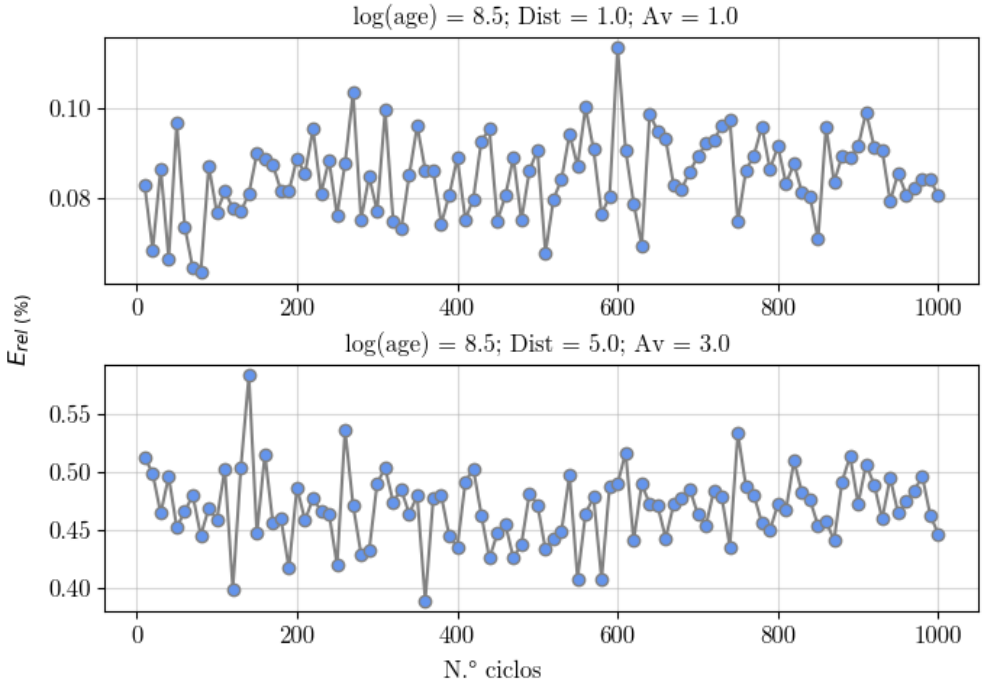


Figura 23 – Teste de desempenho do método de determinação de massa de 10 a 1000 ciclos e 10000 estrelas sintéticas fixas.

Fica claro que o aumento de ciclos não influência a precisão do método, apenas torna perceptivo a aleatoriedade com um evidente ruído nos resultados. Nota-se apenas uma branda estabilização próxima de 200 ciclos, por isso utilizamos este valor em nossos cálculos.

2.6 Determinação das massas totais

A partir das massas individuais das estrelas membro dos aglomerados observados, podemos obter sua massa total. Para realizar isso, construímos um histograma para a distribuição de massas com a função *numpy.histogram* da biblioteca *numpy*. Nele, o número de intervalos é definido de forma automática pelo algorítimo da biblioteca, que decide o melhor valor baseado na Regra de Sturges (STURGES, 1926).

Para realizar a integração, ajustamos uma função segmentada composta de duas retas que nos possibilita encontrar as inclinações de alta (α_A) e baixa (α_B) massa, juntamente do M_c, onde acontece o pico de massa − o qual é determinado pela interseção das retas, como observado na figura 24.

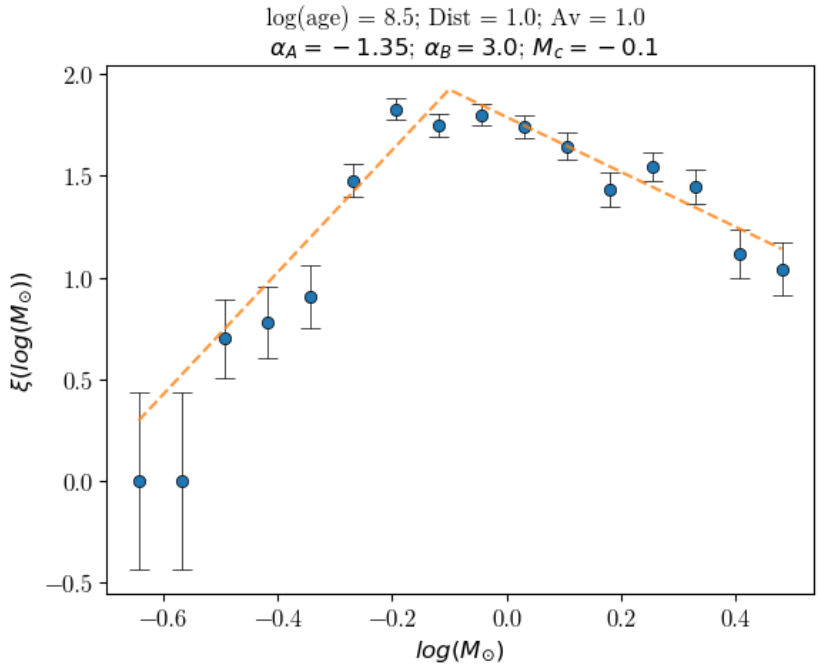


Figura 24 – Função de massa do aglomerado sintético de log(age) = 8.5, Distância = 1.0 kpc e avermelhamento = 1.0 magnitudes.

Na figura 24, temos um exemplo do ajuste das retas à distribuição de massa para o aglomerado sintético de idade intermediária com 300 estrelas. As barras de erro são relativas à contagem de estrelas em cada intervalo. Acima da figura temos os resultados das inclinações juntamente do pico de massa.

A massa total do aglomerado pode ser calculada integrando o histograma da distribuição de massa, esse resultado nos indica a massa total observada do aglomerado aberto, como foi observado em trabalhos discutidos na seção 1. Contudo, estamos dedicados a estimar uma parcela de massa relacionada às estrelas não observadas, isto é, as estrelas que possuem baixa luminosidade e que não foram detectadas pelo Gaia ou as estrelas de magnitudes maior que 19, as quais foram retiradas devido ao limite de incompletude do Gaia.

Deste modo, para estimar a parcela de massa das estrelas não observadas, usamos o método matemático de extrapolação. Para isso, tomamos como base as funções de massa das estrelas observadas e extrapolamos até um limite inferior de massa de $0,09 M_\odot$, semelhante ao trabalho de (Bonatto; Bica, 2005). Já para o limite superior de integração, esse corresponde ao valor de massa da estrela mais massiva da amostra.

Para exemplificar a extrapolação da região não observada de estrelas de baixa massa, geramos um aglomerado sintético com uma amostra de 1000 estrelas a uma distância de 0.5 kpc, além dos parâmetros fundamentais conforme a figura abaixo.

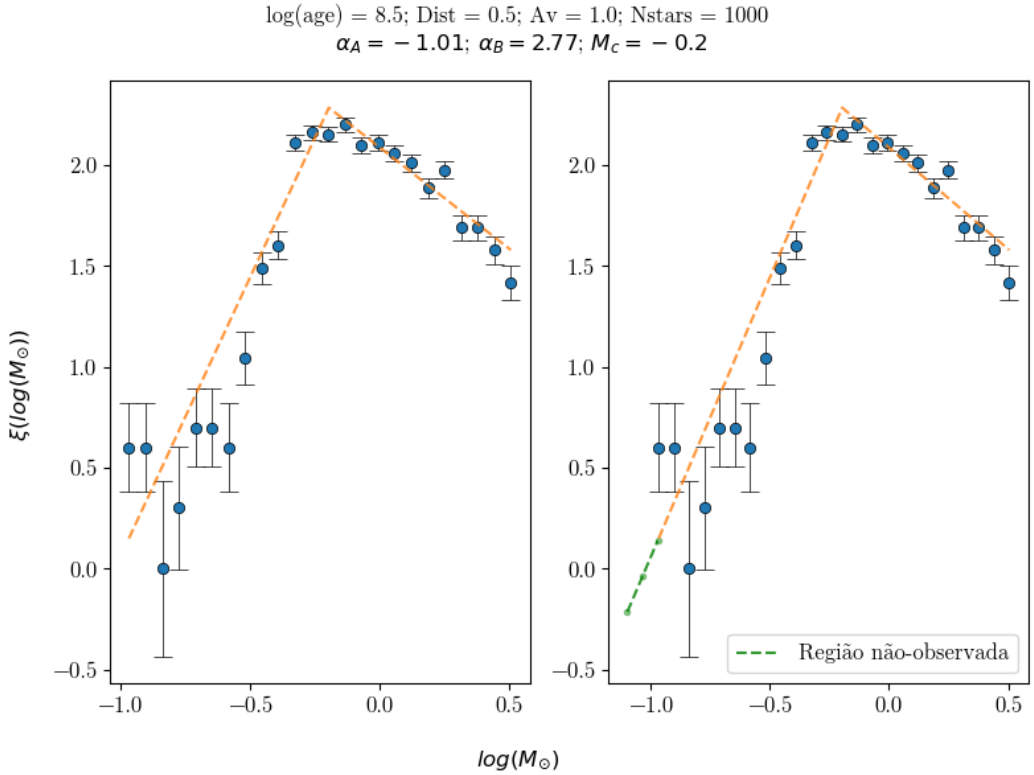


Figura 25 – O painel a esquerda representa a função de massa das estrelas observáveis; o da direita representa a função de massa das estrelas observáveis mais a região extrapolada de estrelas não-observáveis.

A extrapolação, linha pontilhada em verde do painel direito da figura 25, segue a mesma inclinação da função de massa observada (função de massa teórica) e se inicia no último valor do intervalo de massa teórica, estendendo-se até limite inferior.

Devido à qualidade atual dos dados GAIA EDR3 contribuindo para uma melhor definição dos membros dos aglomerados abertos, conseguimos determinar funções de massa para estrelas individuais, primárias e secundárias dos aglomerados reais. Esse fato nos levou a testar dois métodos de integração para determinar as massas totais:

- FM integrada: é a determinação da massa total integrando a função de massa com todas as estrelas observadas somado ao valor de massa extrapolada, referente às estrelas não observadas, exatamente como na figura 25.
- FM detalhada: é a integração de cada função de massa observada das estrelas individuais, primárias e secundárias. Para estas funções de massa, realizamos uma extrapolação da parcela de massa não observada e somamos seus valores de integração a fim de obter a massa total final.

Como exemplo do funcionamento da FM detalhada, geramos novamente um aglomerado sintético com os mesmo parâmetros fundamentais da figura 25, mas alteramos os números de estrelas membros para 2000, pois queríamos uma boa definição de intervalos de massas para a população de estrelas individuais. O resultado está organizado conforme a figura 26, em que cada painel se encontra uma função de massa, a qual representa a sua respectiva população − mais detalhes sobre este método será discutido no capítulo 4.

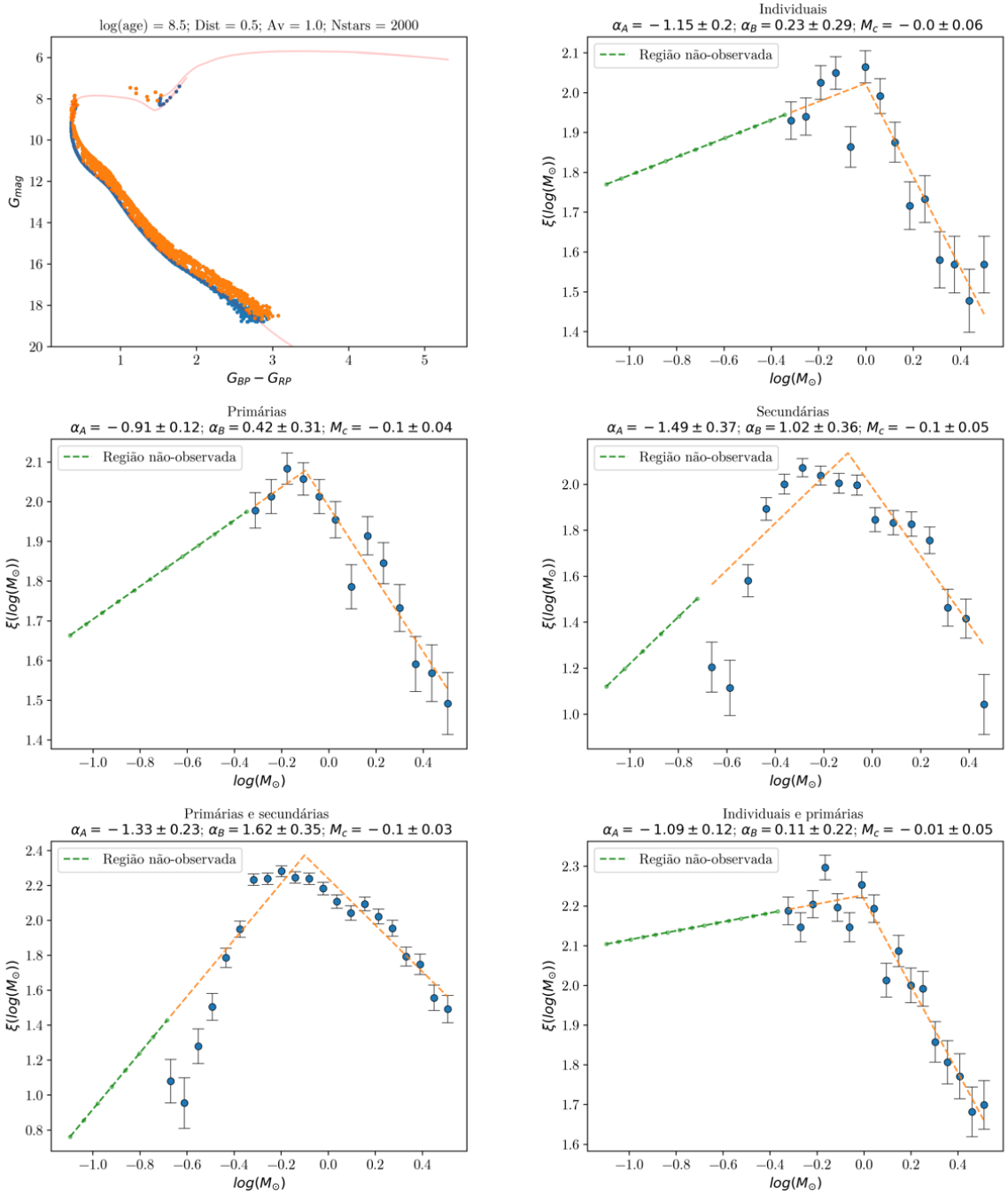


Figura 26 – Exemplo de aplicação da MF detalhada em um aglomerado sintético de idade intermediária.

Por fim, é importante estimar o erro que nosso método comete ao determinar a massa total de aglomerados abertos usando a FM integrada e a FM detalhada. Essa estimativa será dada através de um resultado consequente dos testes de recuperação de massa que serão melhor discutidos no capítulo 3 a seguir.

3 Resultados: aglomerados sintéticos

Neste capítulo discutiremos os resultados das massas individuais e totais dos aglomerados sintéticos, obtidos através do uso da relação massa-luminosidade e do novo método de determinação de massas individuais (DMI).

Além disso, apresentaremos as limitações do novo método e a sua eficiência em detectar estrelas binárias, bem como uma estimativa de erro para a determinação das massas totais advinda de nossos resultados.

3.1 Relação massa-luminosidade

Para analisar a eficiência do método na obtenção da massa estelar usando a relação massa-luminosidade, foram gerados aglomerados sintéticos de log(age) = 6.6, 7.0, 8.5 e 10.13; avermelhamentos de 1 e 3 magnitudes; distâncias de 1 e 5 kpc e 300 estrelas observadas.

Os resultados para cada aglomerado serão apresentados em 8 figuras (27, 28, 29, 30, 31, 32, 33 e 34). Cada figura apresenta 6 gráficos, sendo as estrelas em azul representam as individuais e em laranja as binárias. No primeiro, localizado no canto superior esquerdo, está representado o DCM do aglomerado sintético, com sua respectiva isócrona.

O segundo gráfico, no canto superior direito, representa a relação entre a massa e a luminosidade. Nele, temos uma figura onde relacionamos a magnitude aparente (G) e a massa observável da mesma. São mostradas três curvas, sendo a cinza a curva teórica para a qual queremos obter um ajuste; a vermelha mostra o ajuste polinomial e a laranja um ajuste de spline. O objetivo é ajustar uma função em cima da curva teórica para obter uma relação paramétrica que nos forneça a massa dada a magnitude G, tentando sempre recuperar o máximo possível da massa das estrelas individuais. O polinômio utilizado para esses resultados foi de grau 20. As curvas representadas pelas cores vermelha e laranja são as duas estratégias mais usadas na literatura.

Os gráficos intermediários das figuras dispõem de um comparativo de resultados relacionando a massa teórica real com a massa recuperada pelos dois ajustes − os resultados que estão mais próximos da função identidade representam uma boa concordância com os dados reais. Os gráficos inferiores reproduzem o erro relativo cometido pelo método tanto no polinômio quanto no spline, sendo que quanto mais próximo de zero, menor o erro.

A seguir, abordaremos alguns detalhes sobre o desempenho do método em cada aglomerado.

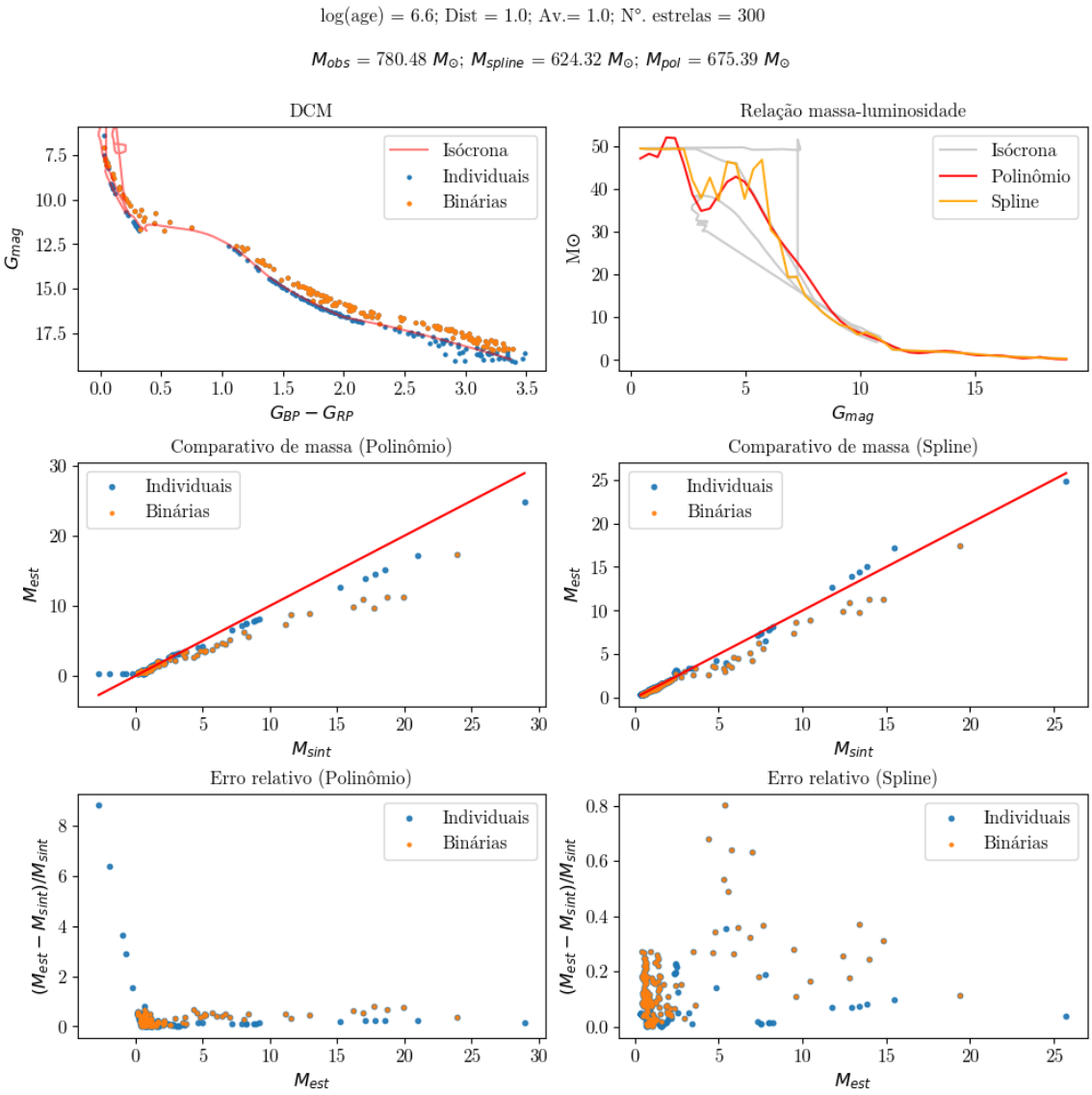


Figura 27 – Resultados da relação massa-luminosidade para o aglomerado sintético log(age) = 6.6, avermelhamento = 1.0 mag e distância = 1.0 kpc.

Para o aglomerado jovem, conforme a figura 27, o polinômio e o spline não realizaram um bom ajuste para magnitudes menores que 8, devido à complexidade da relação entre as massas e as magnitudes das estrelas, fato percebido também pela isócrona do aglomerado. Nos comparativos de massas, observa-se que o polinômio recupera melhor as estrelas com massas entre 1 e 10 $M_\odot$, sendo a maioria estrelas individuais. Para as binárias desta mesma faixa, os resultados mostram um erro relativo de até 10%. O ajuste realizado com o spline não recuperou satisfatoriamente as massas das estrelas individuais e as binárias demonstraram um erro relativo ainda maior.

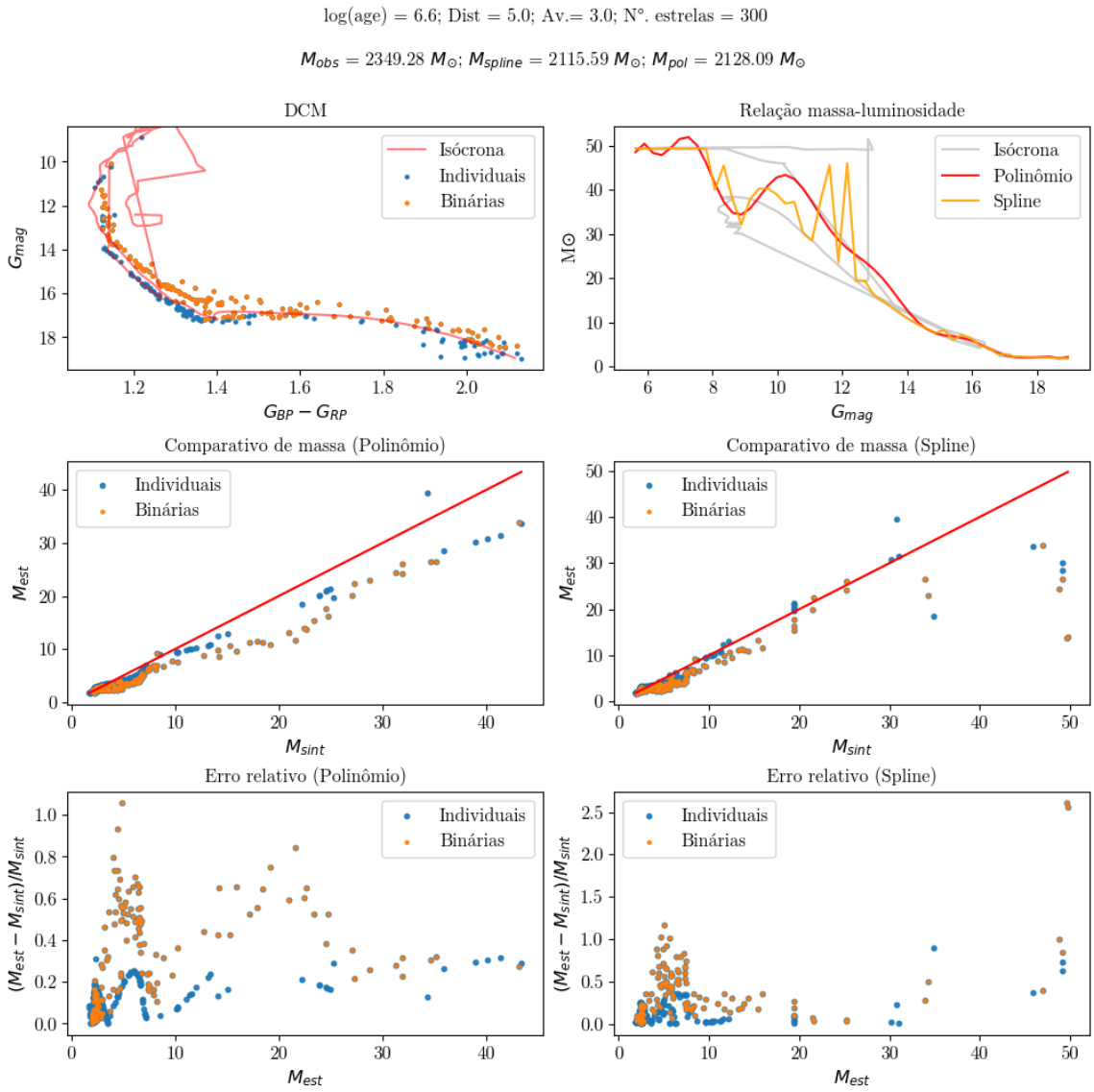


Figura 28 – Resultados da relação massa-luminosidade para o aglomerado sintético log(age) = 6.6, avermelhamento = 3 mag e distância = 5 kpc.

Conforme a figura 28, o aglomerado jovem a uma distância maior expõe que o ajuste polinomial torna-se insatisfatório para magnitudes menores que 17 e o spline para magnitudes menores que 13. Como no caso anterior, o ajuste também não é satisfatório devido à complexidade da isócrona, principalmente na região do *turnoff*. No comparativo de massas, o polinômio recupera a mesma faixa de massa da situação anterior, mas apresenta dificuldades para massas maiores, inclusive com binárias. Além disso, o polinômio apresenta um problema de oscilação, que ocorre devido ao seu alto grau e à variação de dados da amostra, esse resultado também implica em uma oscilação do erro relativo. O spline apresenta um melhor desempenho na recuperação de massa para esse aglomerado nas faixas de 1 e 10 $M_\odot$, mas seu erro relativo ainda é grande, em torno de 50%. Para as estrelas acima de 10 $M_\odot$, tanto o polinômio quanto o spline não fornecem bons resultados.

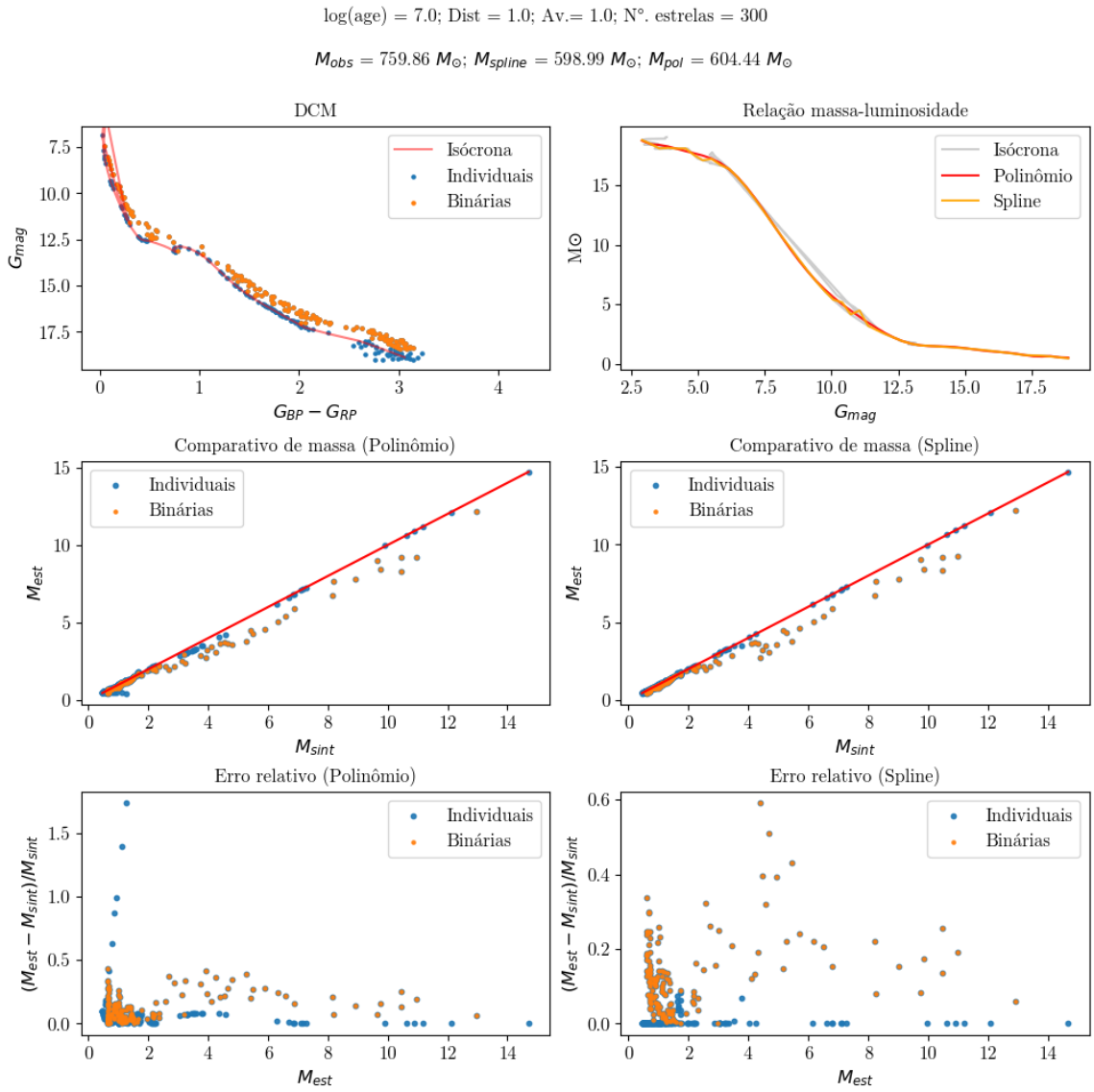


Figura 29 – Resultados da relação massa-luminosidade para o aglomerado sintético log(age) = 7.0, avermelhamento = 1.0 mag e distância = 1.0 kpc.

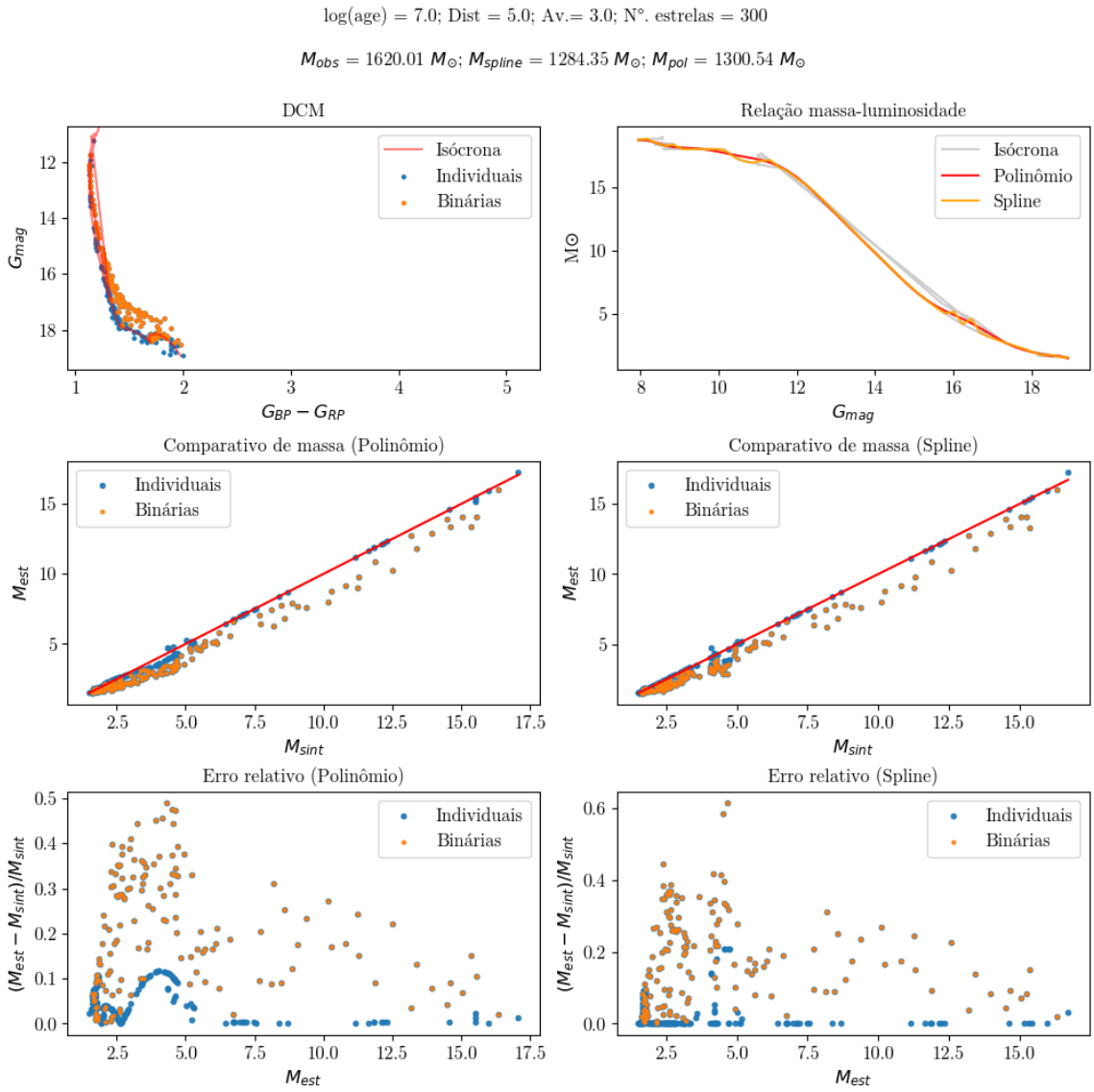


Figura 30 – Resultados da relação massa-luminosidade para o aglomerado sintético log(age)= 7.0, avermelhamento = 3.0 mag e distância = 5.0 kpc.

Nos dois aglomerados de log(age) = 7.0, figuras 29 e 30, os resultados se demonstraram semelhantes. Neles, os métodos de ajuste recuperaram as massas das estrelas individuais com uma boa precisão. Porém, é notável que ambos apresentam dificuldade em recuperar a massa de estrelas binárias com essa mesma precisão. No aglomerado de 5 kpc (figura 30), mesmo para estrelas de sequência principal, as massas dessas estrelas em sua maioria são subestimadas e os erros relativos estão com picos em torno de 50% e 40% para polinômio e spline, respectivamente. Para o aglomerado com menor distância (figura 29, os erros relativos também permanecem altos: próximos de 50% para o polinômio e 20% para o spline.

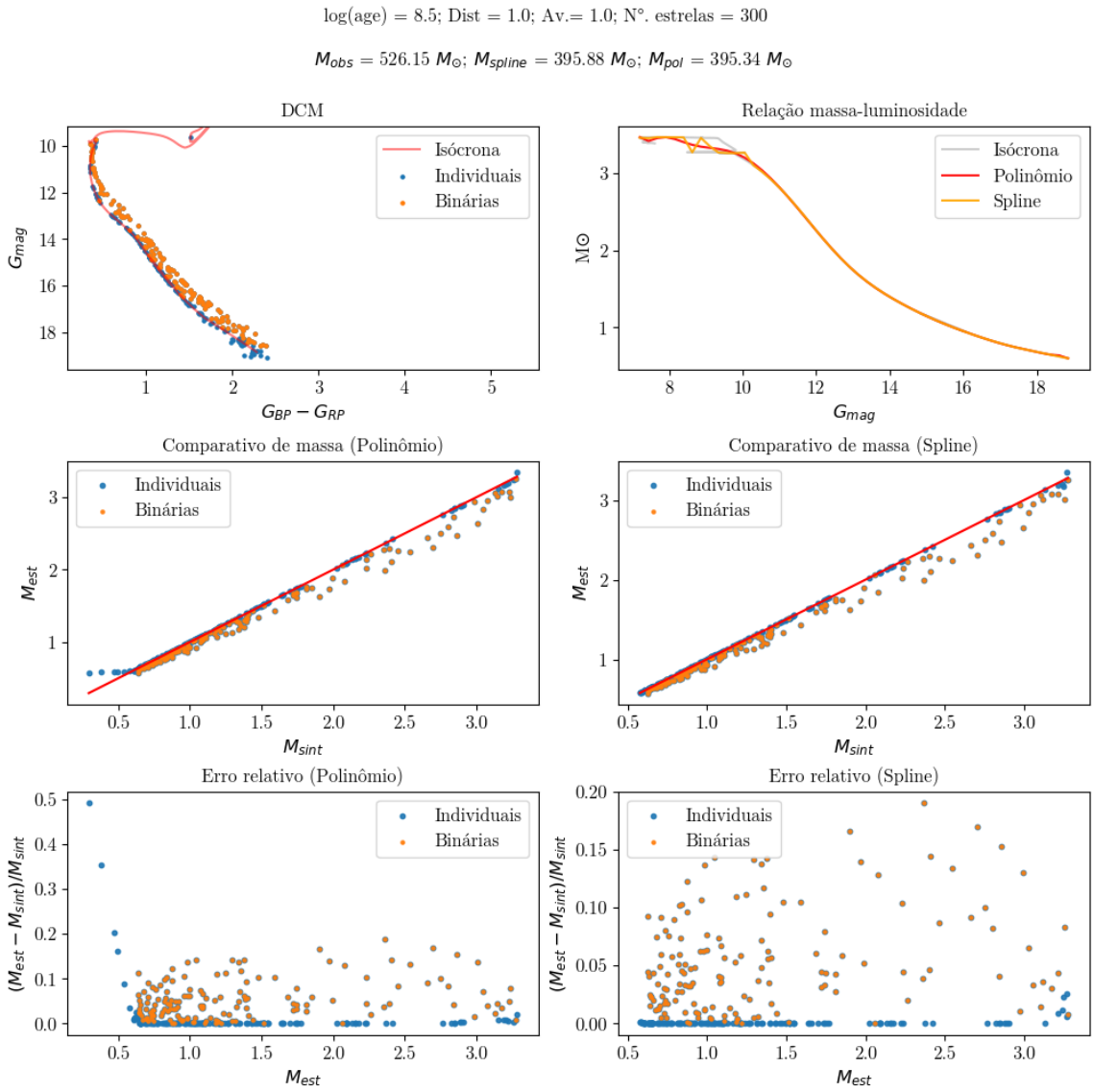


Figura 31 – Resultados da relação massa-luminosidade para o aglomerado sintético log(age) = 8.5, avermelhamento = 1.0 mag e distância = 1.0 kpc.

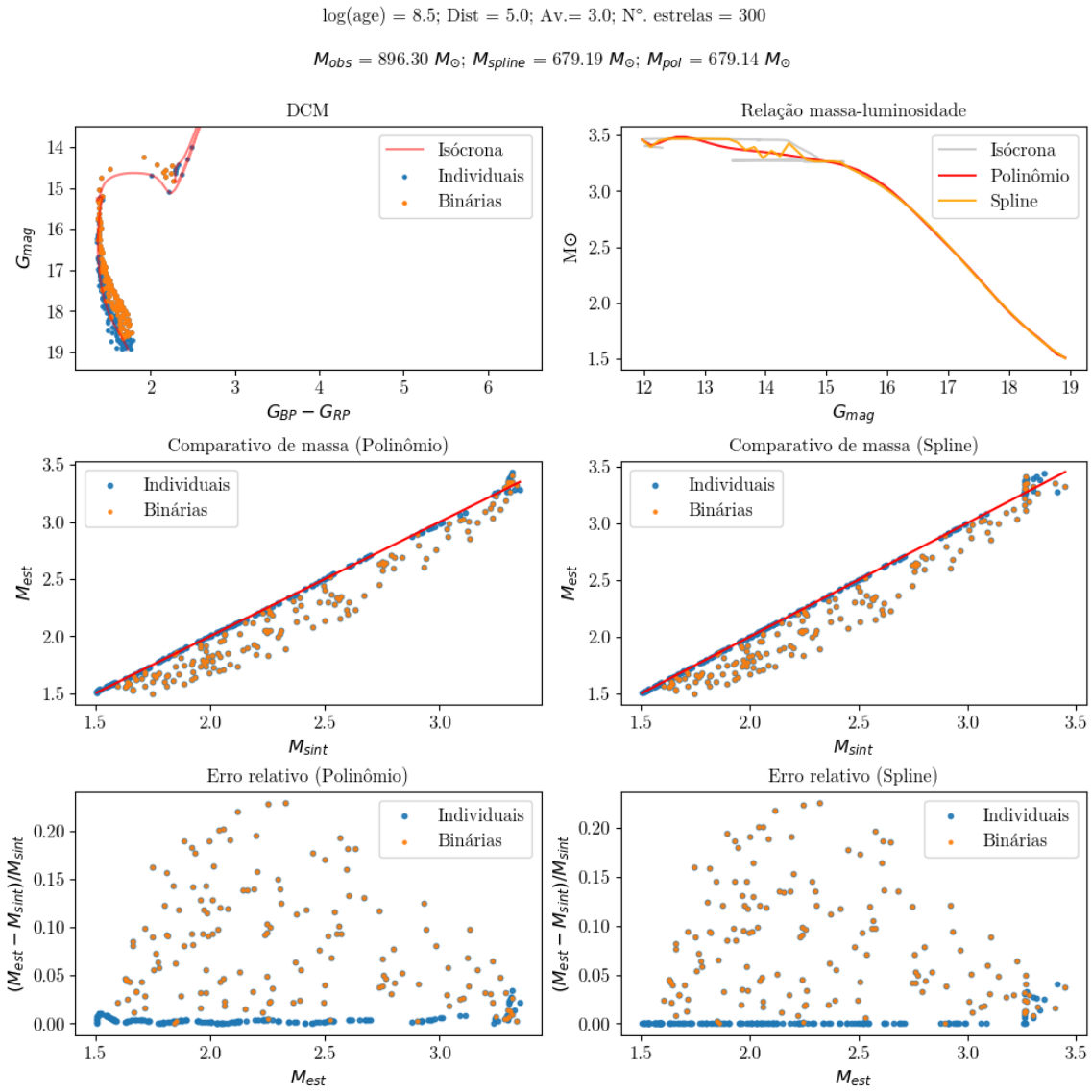


Figura 32 – Resultados da relação massa-luminosidade para o aglomerado sintético log(age) = 8.5, avermelhamento = 3.0 mag e distância = 5.0 kpc.

Os dois aglomerados de log(age) = 8.5, figuras 31 e 32, apresentaram um ajuste satisfatório para ambos os métodos. Porém, os gráficos dos erros relativos ilustram uma dispersão evidente de estrelas binárias, enquanto a maioria das estrelas individuais são bem recuperadas para as duas distâncias. Portanto, apesar do bom desempenho com os métodos de ajustes, estes aglomerados exemplificam a dificuldade da relação massa-luminosidade em recuperar a massa de estrelas binárias.

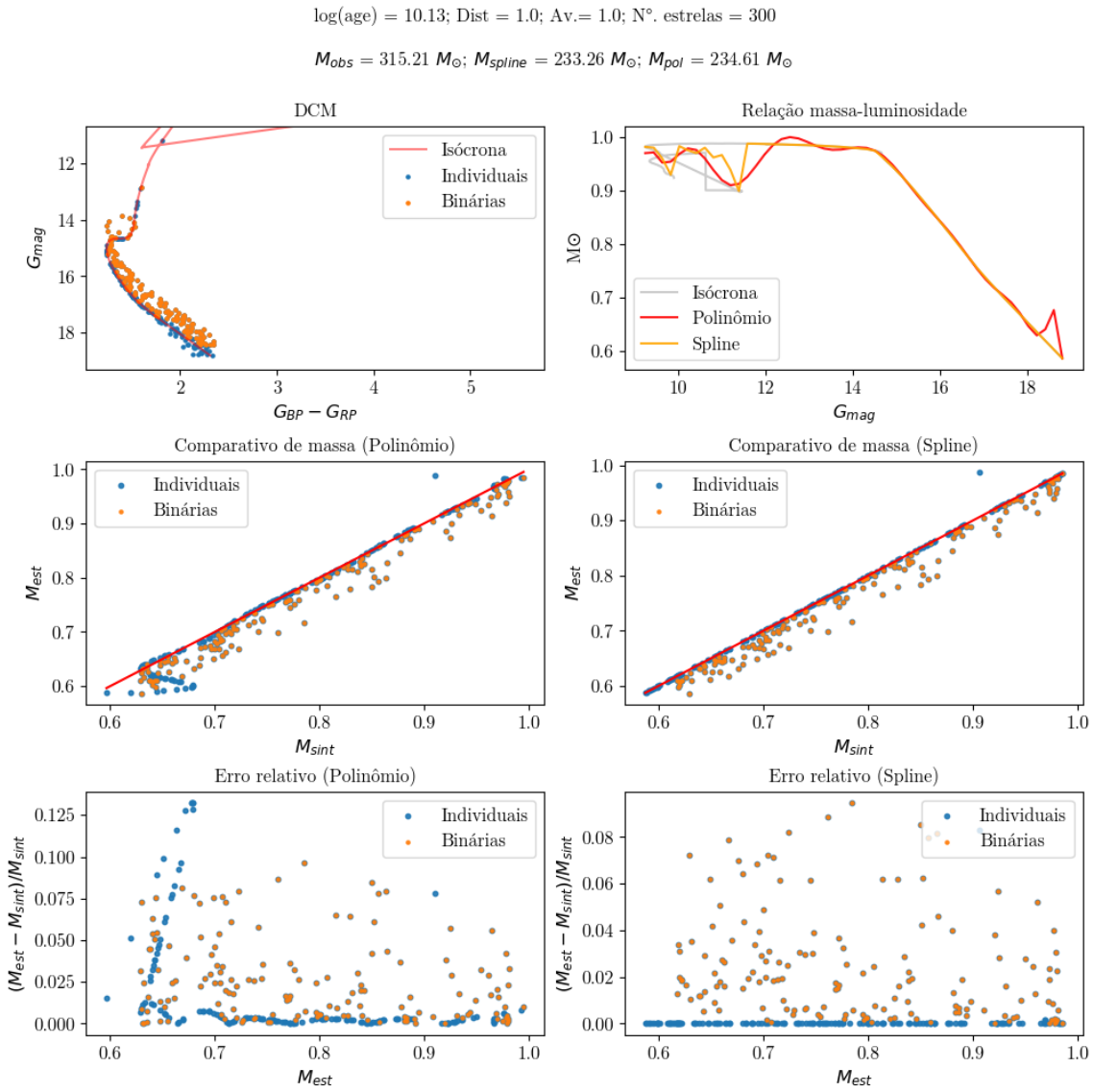


Figura 33 – Resultados da relação massa-luminosidade para o aglomerado sintético log(age) = 10.13, avermelhamento = 1 mag e distância = 1 kpc.

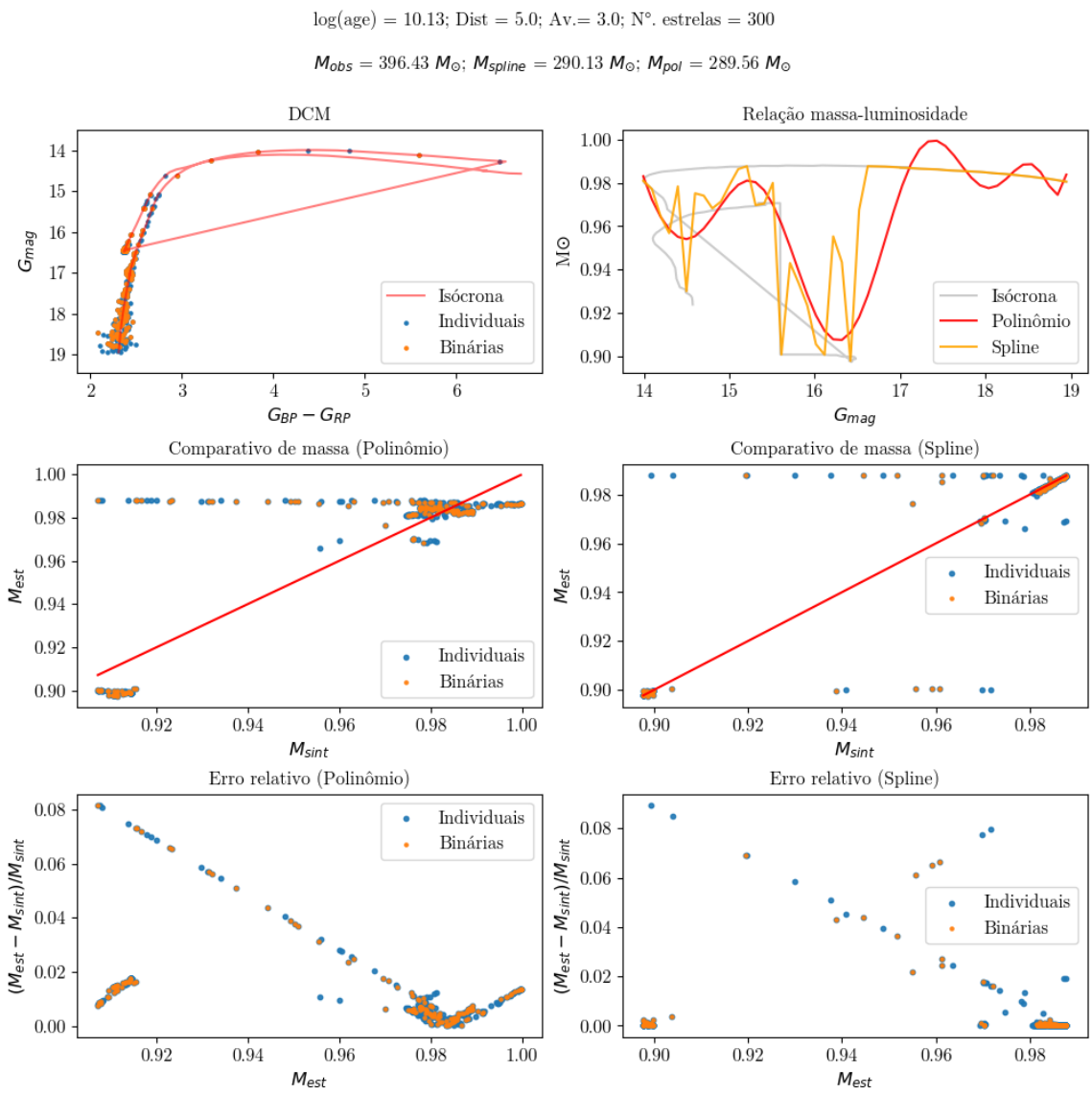


Figura 34 – Resultados da relação massa-luminosidade para o aglomerado sintético log(age) = 10.13, avermelhamento = 3 mag e distância = 5 kpc.

Na figura 33, no aglomerado mais próximo de log(age) = 10.13, o spline apresenta melhor ajuste entre 18 e 12 magnitudes, sendo que, para o polinômio, isso ocorre entre 18 e 15 mag. Abaixo desse último valor, o polinômio apresenta problemas de oscilações. Em ambos os ajustes, as massas das estrelas da região do *turnoff* não retorna de forma satisfatória. Assim como nos dois aglomerados de log(age) = 8.5, as estrelas binárias apresentam uma dispersão em seu erro relativo se comparado com as individuais.

O aglomerado com maior distância, figura 34, apresenta um ajuste ruim para o polinômio e para o spline, no entanto, os erros relativos são pequenos. O que ocorre neste aglomerado é uma concentração de estrelas no início da sequência principal, já que a maioria das estrelas massivas evoluíram. Essa configuração de estrelas próximas no DCM possibilita que os ajustes recuperem boa parte das suas massas individuais. Porém, é

notável que em relação à massa total, o erro relativo é significativo.

Na tabela 2 temos os valores reais das massas totais dos aglomerados sintéticos analisados. Estão apresentados também os erros relativos das massas totais recuperadas usando o polinômio e o spline.

log(age) = 6.6; Dist = 1.0; Av = 1.0; $M_{obs} = 780.48$			log(age) = 6.6; Dist = 5.0; Av = 3.0; $M_{obs} = 2349.28$		
	$M_{total}(M_\odot)$	$E_{rel}(\%)$		$M_{total}(M_\odot)$	$E_{rel}(\%)$
Polinômio	675.39	13.46	Polinômio	2128.09	9.41
Spline	624.32	20.00	Spline	2115.59	9.94
log(age) = 7.0; Dist = 1.0; Av = 1.0; $M_{obs} = 759.86$			log(age) = 7.0; Dist = 5.0; Av = 3.0; $M_{obs} = 1620.01$		
	$M_{total}(M_\odot)$	$E_{rel}(\%)$		$M_{total}(M_\odot)$	$E_{rel}(\%)$
Polinômio	604.44	20.45	Polinômio	1300.54	19.72
Spline	598.99	21.17	Spline	1284.35	20.72
log(age) = 8.5; Dist = 1.0; Av = 1.0; $M_{obs} = 526.15$			log(age) = 8.5; Dist = 5.0; Av = 3.0; $M_{obs} = 896.30$		
	$M_{total}(M_\odot)$	$E_{rel}(\%)$		$M_{total}(M_\odot)$	$E_{rel}(\%)$
Polinômio	395.34	24.86	Polinômio	679.14	24.23
Spline	395.88	24.76	Spline	679.19	24.22
log(age) = 10.13; Dist = 1.0; Av = 1.0; $M_{obs} = 315.21$			log(age) = 10.13; Dist = 5.0; Av = 3.0; $M_{obs} = 396.43$		
	$M_{total}(M_\odot)$	$E_{rel}(\%)$		$M_{total}(M_\odot)$	$E_{rel}(\%)$
Polinômio	234.61	25.57	Polinômio	289.56	26.96
Spline	395.88	25.59	Spline	290.13	26.81

Tabela 2 – Tabela contendo os resultados de massas totais dos aglomerados sintéticos estimados usando o ajuste polinomial e o spline na relação massa-lumiosidade. A massa total observada e as estimadas foram calculadas somando as massas individuais de cada estrela.

A partir do conhecimento das massas totais dos aglomerados sintéticos, observamos em média um erro relativo maior que 20% para a maioria dos casos de idade intermediária que apresentaram bons ajustes. Uma das razões para isso é que este método não recupera a massa das estrelas binárias com boa precisão. Os aglomerados jovens, apesar dos ajustes insatisfatórios, demonstraram resultados aceitáveis em relação à massa total. Em comparação, os aglomerados mais velhos possuem os maiores erros relativos de massa total.

Isso se justifica porque esses objetos geralmente apresentam poucas estrelas de sequência principal e ainda sofrem grandes incertezas fotométricas.

3.2 Desempenho do novo método de determinação de massas individuais

Por meio da aplicação do nosso método aos mesmos aglomerados sintéticos da seção anterior, foi possível testar sua eficiência. Como anteriormente, os resultados da aplicação do método serão sumarizados nas figuras a seguir (35, 36, 37, 38, 39, 40, 41 e 42). Para cada uma das 8 figuras, a massa total observada e a massa total recuperada pelo método são apresentadas acima dos gráficos. Para cada resultado do aglomerado sintético, apresentamos 4 gráficos. No canto superior esquerdo temos o DCM; ao seu lado é apresentado o resultado do método DMI com as estrelas sobrepostas às observáveis, representadas pelo símbolo "+". As figuras inferiores exibem o comparativo de massa e o erro relativo, semelhante à interpretação do teste da relação massa-luminosidade.

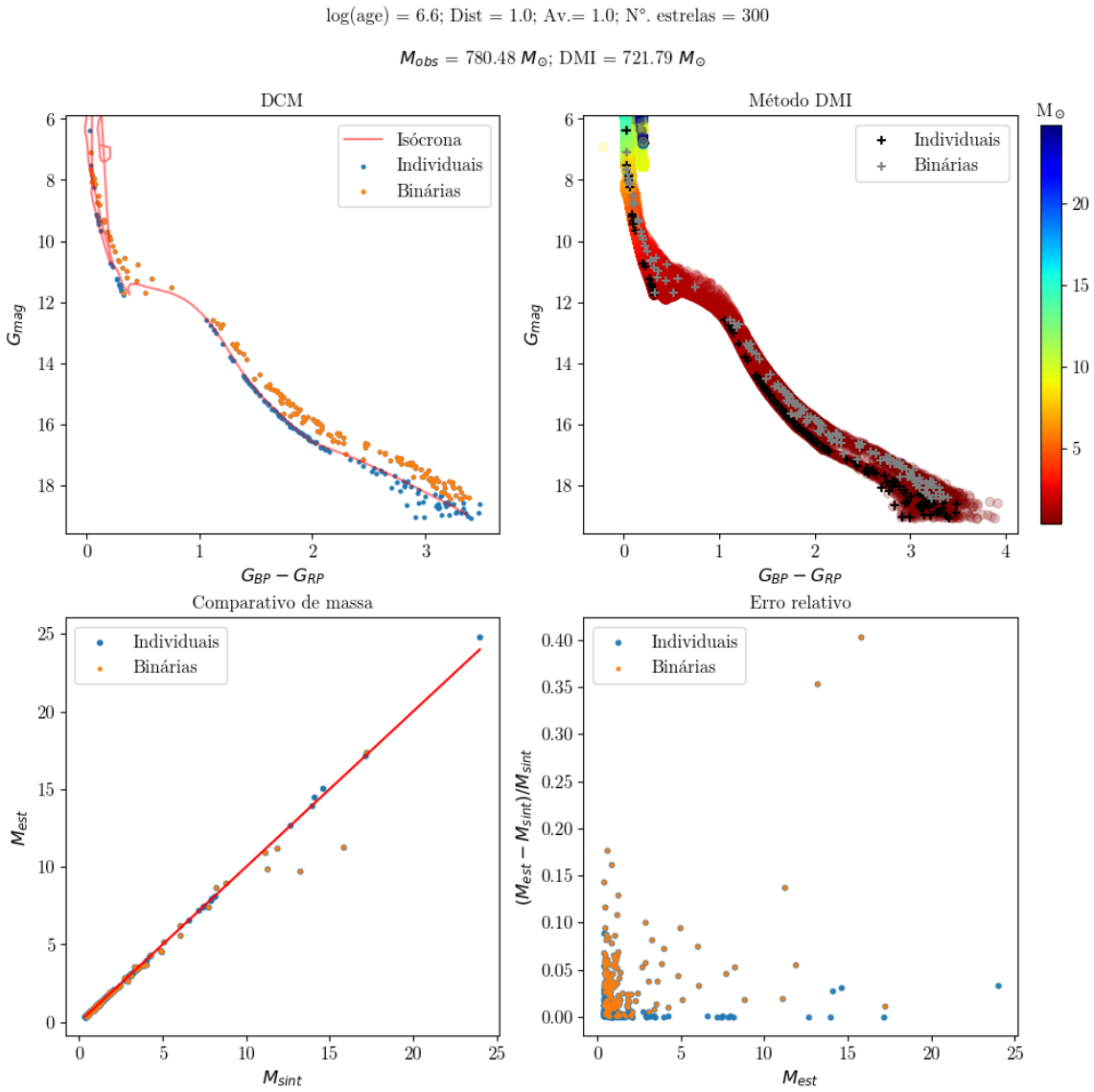


Figura 35 – Resultados do método DMI para o aglomerado sintético log(age) = 6.6, avermelhamento = 1 mag e distância = 1 kpc.

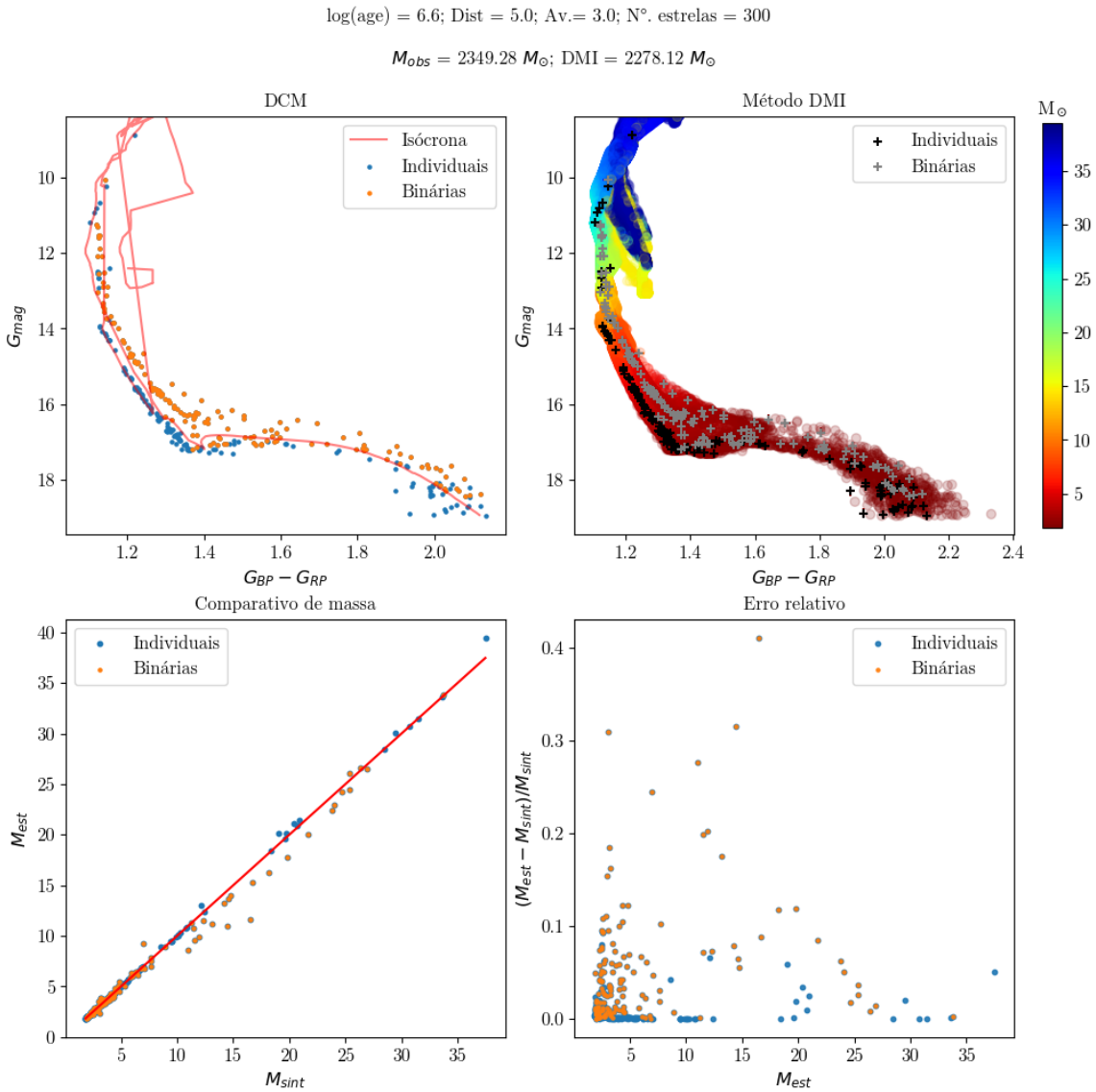


Figura 36 – Resultados do método DMI para o aglomerado sintético log(age) = 6.6, avermelhamento = 3 mag e distância = 5 kpc.

Para os aglomerados jovens, figuras 35 e 36, em ambas distâncias o método DMI recuperou uma proporção maior de estrelas binárias em comparação ao método anterior verificado pela função identidade. As estrelas com magnitudes maiores que 18, devido a seu erro fotométrico, apresentam uma imprecisão maior na recuperação das massas. O erro relativo é menor se também comparado ao método anterior, cerca de 10% para ambos aglomerados e ocorre principalmente em estrelas binárias, para as individuais os erros relativos são consideravelmente pequenos.

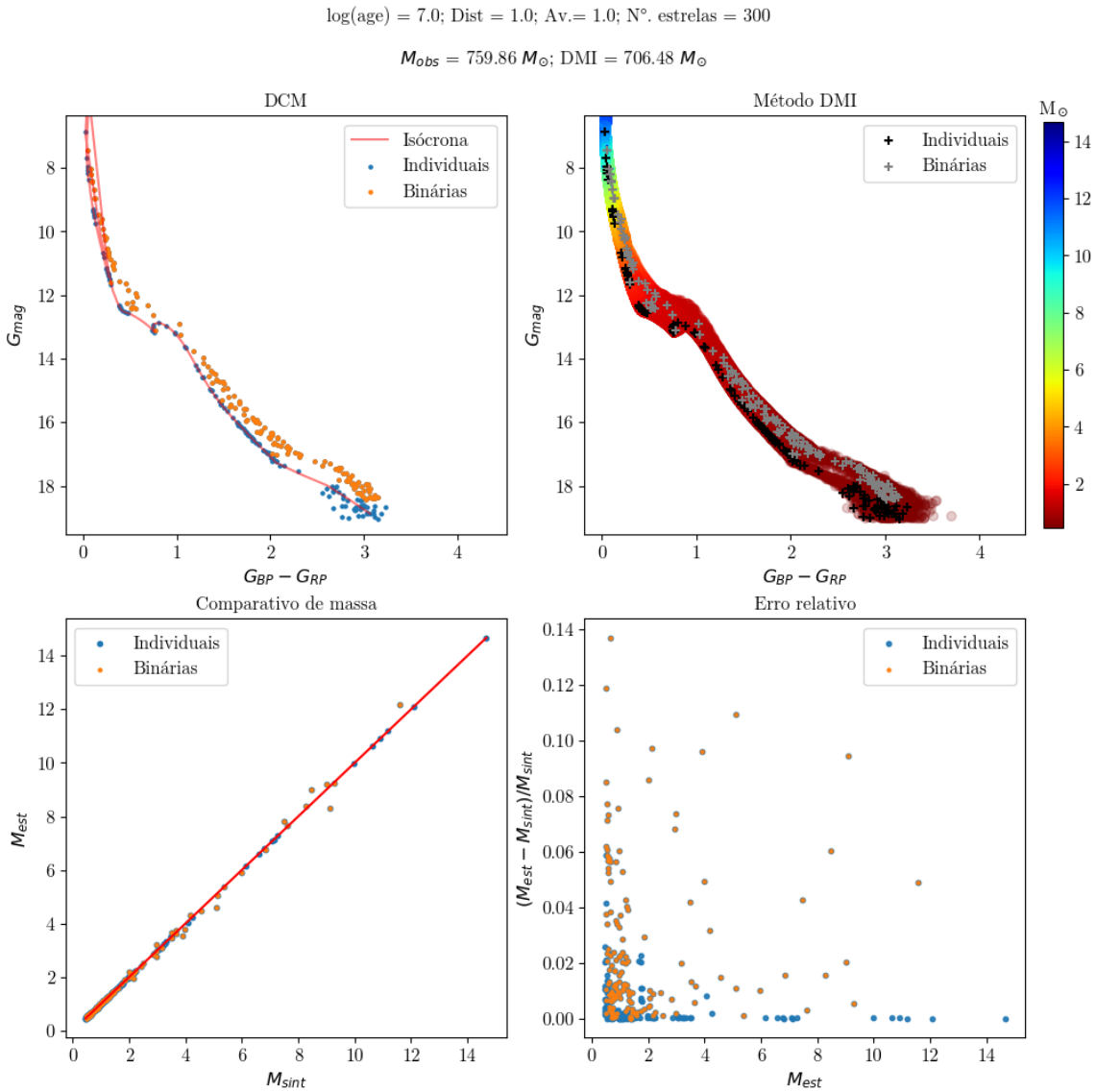


Figura 37 – Resultados do método DMI para o aglomerado sintético log(age)= 7.0, avermelhamento = 1 mag e distância = 1 kpc.

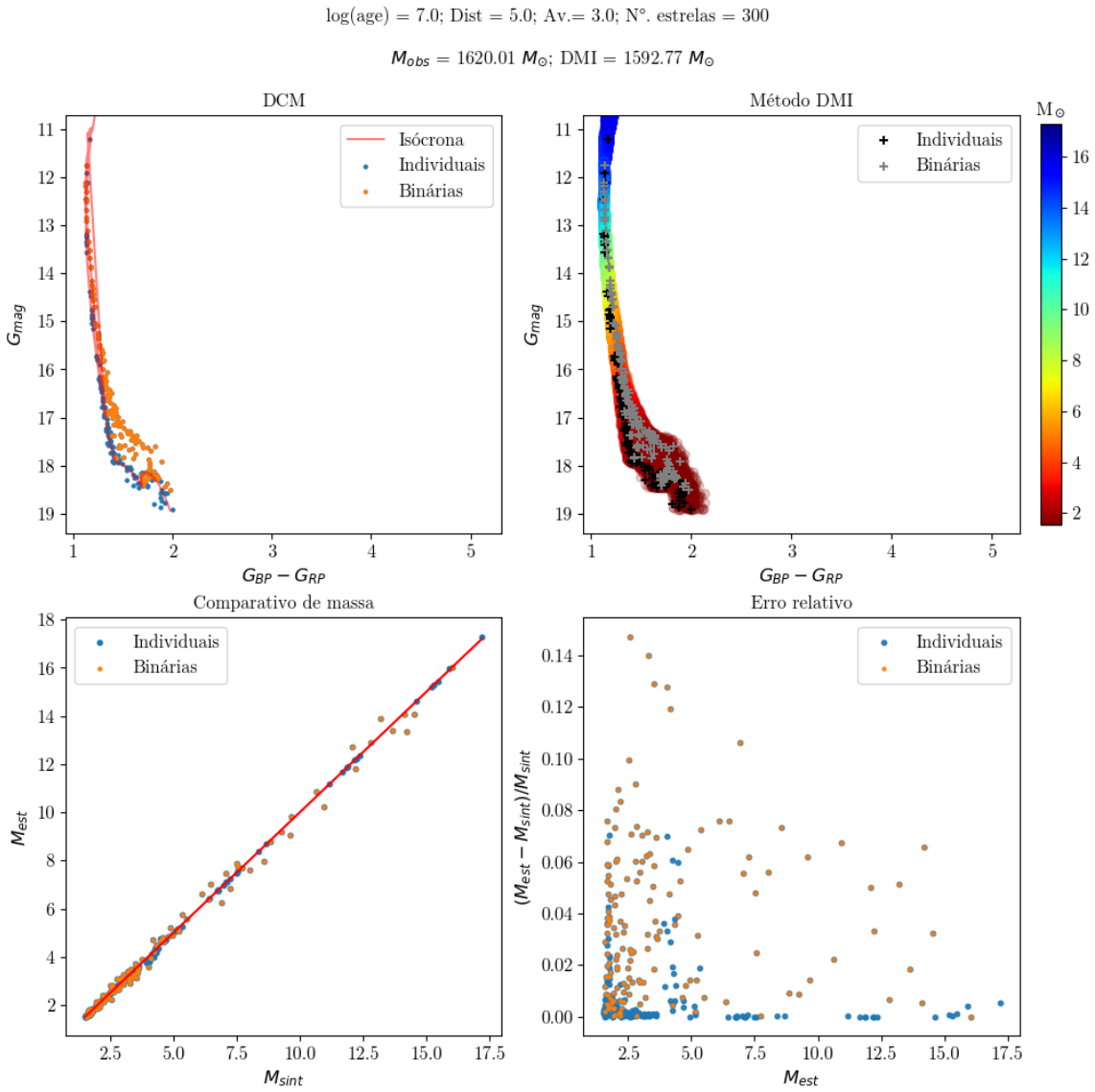


Figura 38 – Resultados do método DMI para o aglomerado sintético log(age) = 7.0, avermelhamento = 3 mag e distância = 5 kpc.

Os aglomerados sintéticos de log(age) = 7.0, figuras 37 e 38, tiveram uma melhora significativa na recuperação das massas das binárias com o nosso método. Os erros relativos estão próximos de 3% para a maior proporção de estrelas no aglomerado de 1 kpc e de 4% para o de 5 kpc.

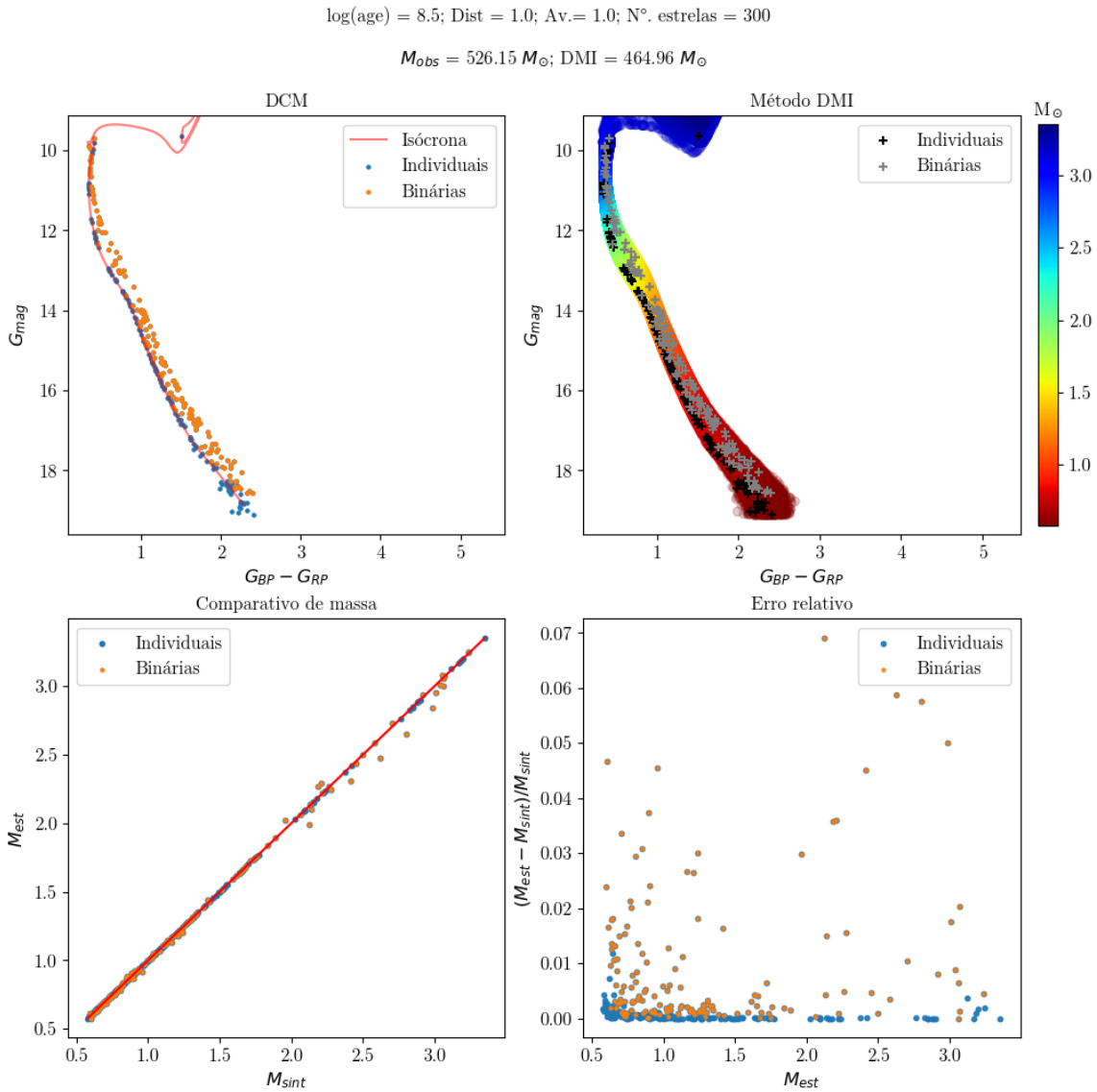


Figura 39 – Resultados do método DMI para o aglomerado sintético log(age) = 8.5, avermelhamento = 1 mag e distância = 1 kpc.

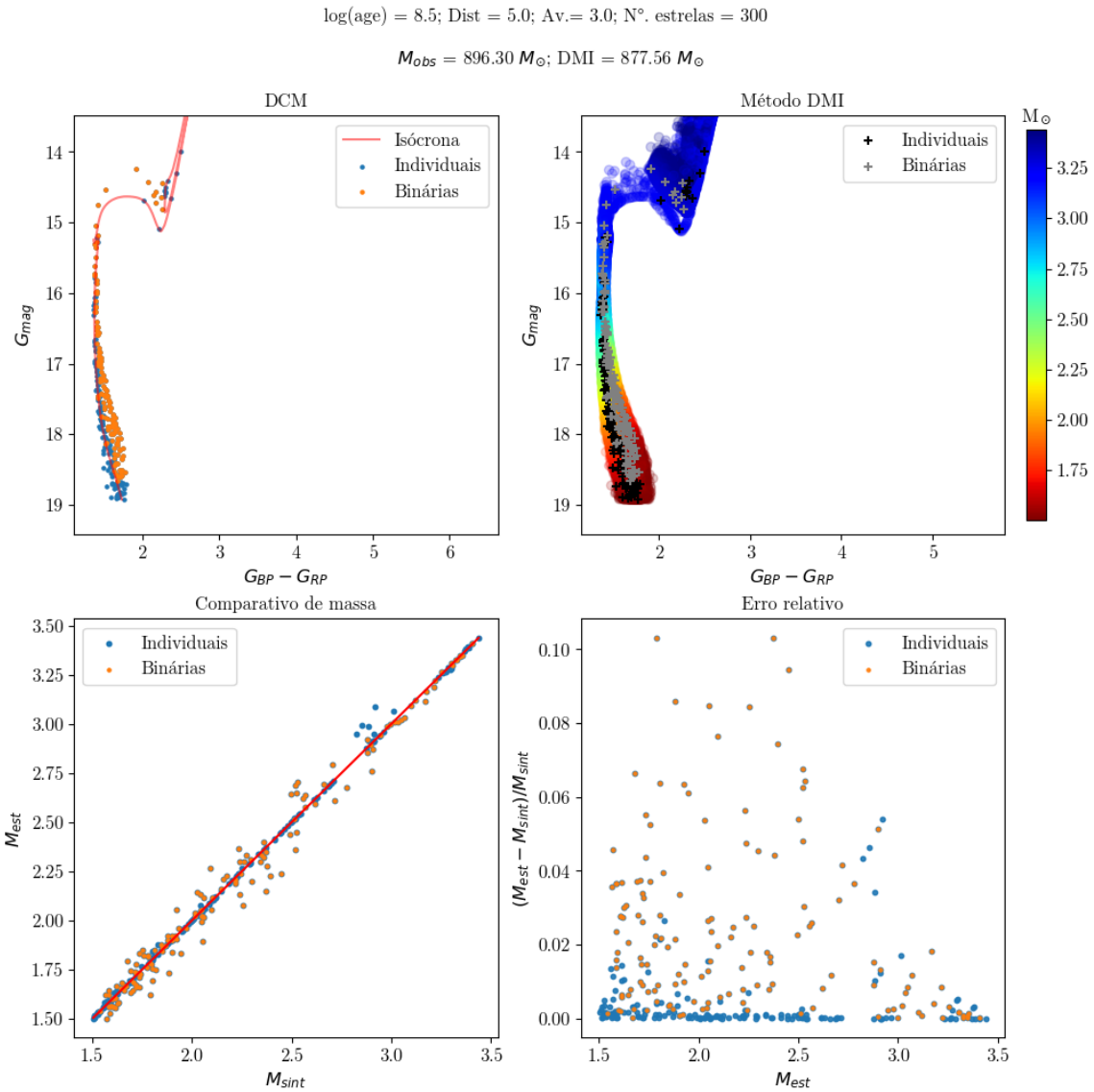


Figura 40 – Resultados do método DMI para o aglomerado sintético log(age) = 8.5, avermelhamento = 3 mag e distância = 5 kpc.

Nos aglomerados de idade intermediária, log (age) = 8.5, figuras 39 e 40, em ambas as distâncias o método desempenhou uma recuperação de massas individuais expressiva. O erro relativo para o aglomerado de 1 kpc novamente aparece em torno de 1% para a maioria das estrelas binárias e quase todas individuais foram recuperadas com boa precisão. No que concerne seu erro relativo, o aglomerado de 5 kpc expressa também uma boa recuperação da maioria das estrelas individuais, apesar das binárias exibirem maior dispersão (também notado no comparativo de massa), os erros relativos chegam no máximo em 10%.

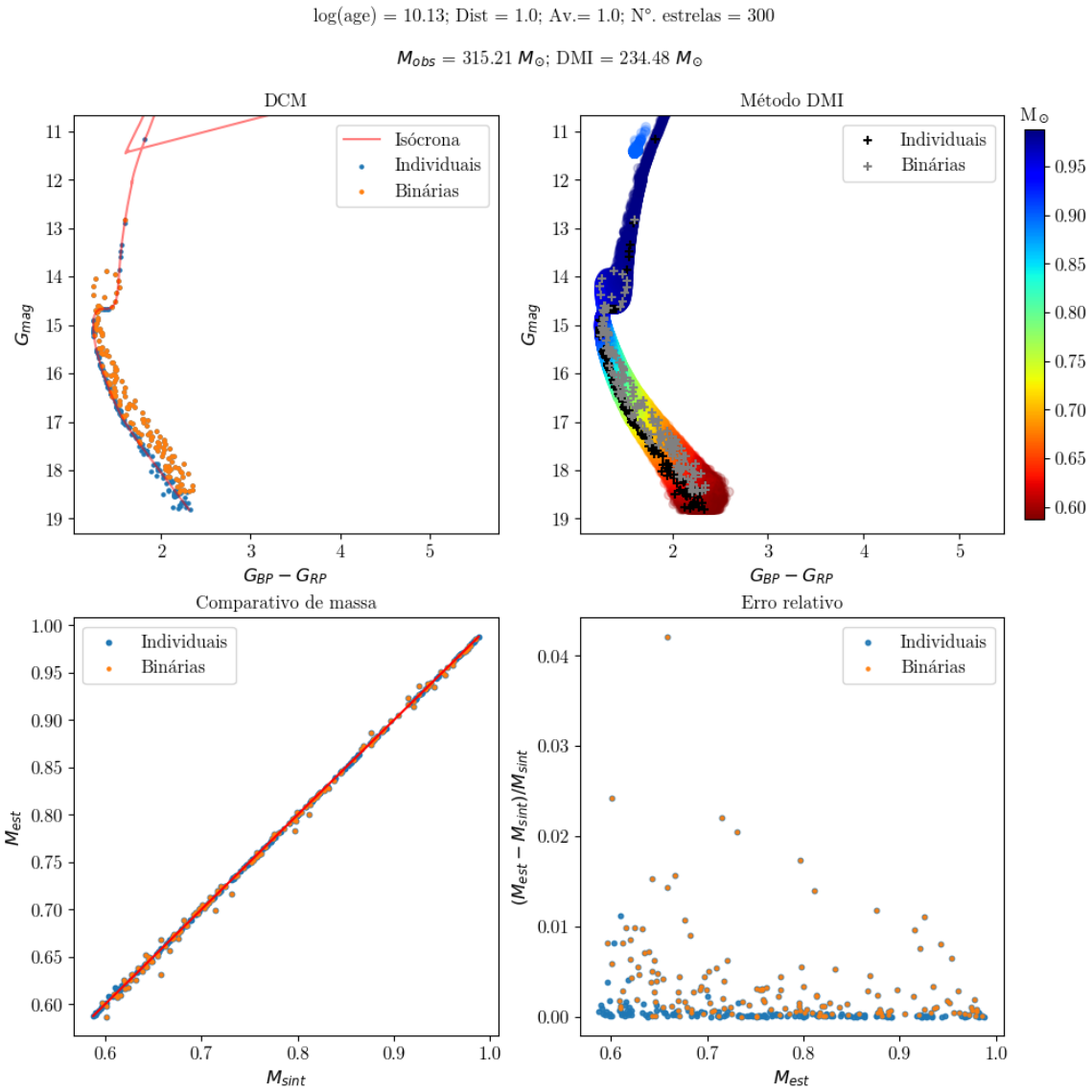


Figura 41 – Resultados do método DMI para o aglomerado sintético log(age) = 10.13, avermelhamento = 1 mag e distância = 1 kpc.

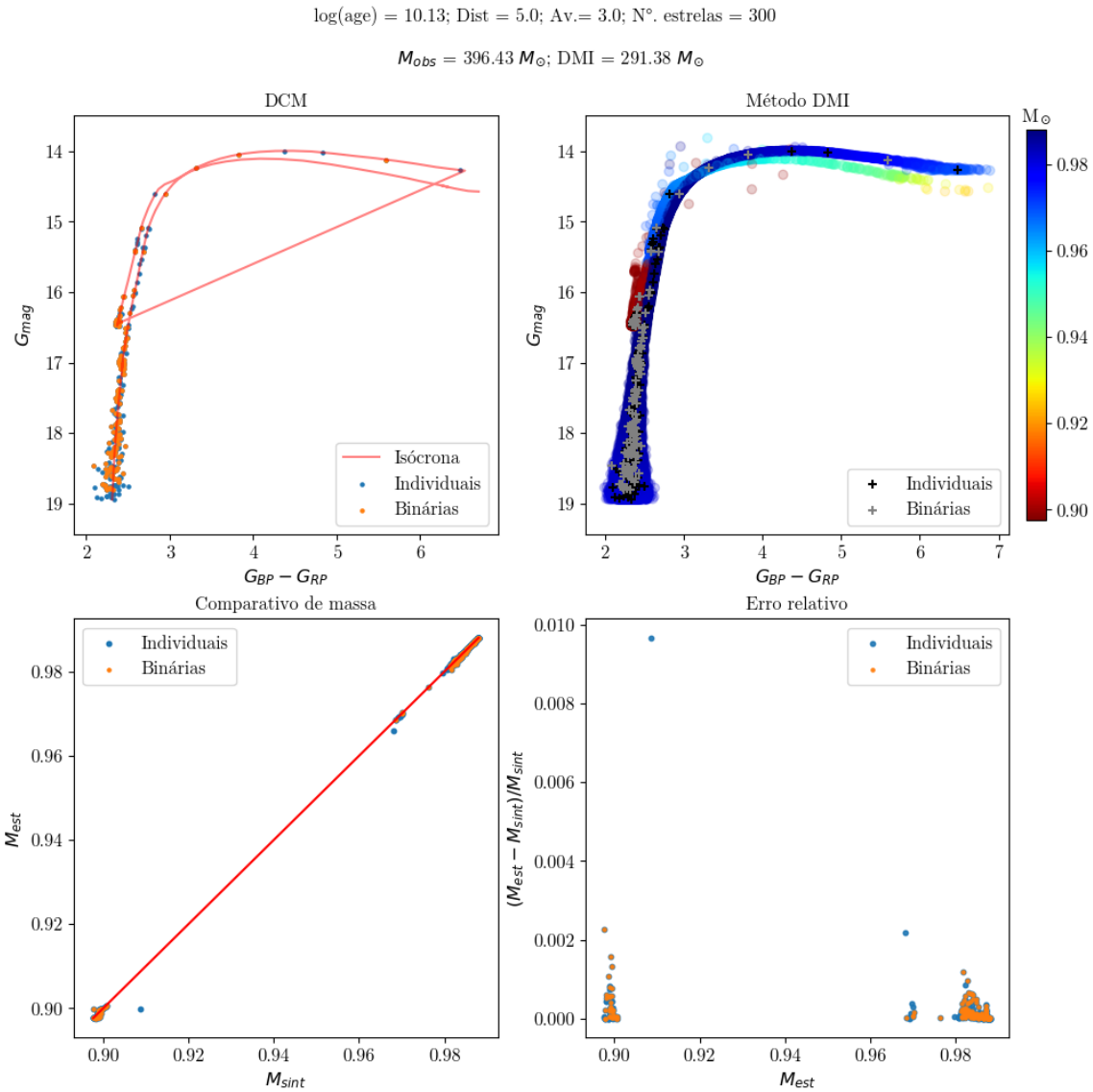


Figura 42 – Resultados do método DMI para o aglomerado sintético log(age) = 10.13, avermelhamento = 1 mag e distância = 5 kpc.

Os aglomerados sintéticos das figuras 41 e 42 são casos peculiares, como constatamos pelo método da relação massa-luminosidade. No entanto, o método DMI apresentou um bom desempenho para o aglomerado de 1 kpc, com boa recuperação de estrelas individuais e binárias, essas últimas com erros relativos de até 1%. Para o de maior distância, nosso método também identificou mais precisamente as massas das estrelas no início e no final da sequência principal, em que estão as maiores parcelas de massas dos aglomerados. Os erros relativos apresentados por esse aglomerado são pequenos, próximos de 0.2%.

log(age) = 6.6; Dist = 1.0; Av = 1.0; $M_{obs} = 780.48$			log(age) = 6.6; Dist = 5.0; Av = 3.0; $M_{obs} = 2349.28$		
	$M_{total}(M_\odot)$	$E_{rel}(\%)$		$M_{total}(M_\odot)$	$E_{rel}(\%)$
DMI	722.74	7.39	DMI	2283.74	2.79

log(age) = 7.0; Dist = 1.0; Av = 1.0; $M_{obs} = 759.86$			log(age) = 7.0; Dist = 5.0; Av = 3.0; $M_{obs} = 1620.01$		
	$M_{total}(M_\odot)$	$E_{rel}(\%)$		$M_{total}(M_\odot)$	$E_{rel}(\%)$
DMI	707.86	6.84	DMI	1599.20	1.28

log(age) = 8.5; Dist = 1.0; Av = 1.0; $M_{obs} = 526.15$			log(age) = 8.5; Dist = 5.0; Av = 3.0; $M_{obs} = 896.30$		
	$M_{total}(M_\odot)$	$E_{rel}(\%)$		$M_{total}(M_\odot)$	$E_{rel}(\%)$
DMI	464.61	11.70	DMI	878.15	2.02

log(age) = 10.13; Dist = 1.0; Av = 1.0; $M_{obs} = 315.21$			log(age) = 10.13; Dist = 5.0; Av = 3.0; $M_{obs} = 396.43$		
	$M_{total}(M_\odot)$	$E_{rel}(\%)$		$M_{total}(M_\odot)$	$E_{rel}(\%)$
DMI	234.49	25.60	DMI	291.36	26.50

Tabela 3 – Comparativo das massas totais dos aglomerados sintéticos e seus respectivos erros relativos com a massa total estimada pelo método DMI.

Somando as massas das estrelas determinadas, podemos calcular a massa total observada usando nosso método. Os resultados mostram baixos erros relativos até o aglomerado sintético de log(age) = 8.5. Apenas o aglomerado de log(age) = 10.13 permaneceu com os erros altos para ambas as distâncias, próximos dos valores encontrados pelo ajuste polinomial e spline, não havendo uma melhora significativa aplicando o método DMI.

3.3 Limitações do novo método de determinação de massas

Em relação aos resultados apresentados pelo nosso método na recuperação das massas individuais, pudemos notar algumas limitações. Para explorá-las, nos concentramos no aglomerado sintético de idade intermediária, log(age) = 8.5, por ter um DCM com *turnoff* e sequência principal bem definidos.

Como observamos nos resultados de erros relativos, muitas estrelas binárias e individuais exibiam um erro relativo máximo em torno de 7% e 10% para o aglomerado de 1 kpc e 5 kpc, respectivamente. A fim de melhorar esses resultados, aumentamos o número de ciclos predeterminado (200 ciclos), porém não verificamos uma melhora significativa nos erros relativos das massas individuais e totais de ambos os aglomerados. Dessa forma, percebemos que essas estrelas que não apresentavam melhora nos resultados localizavam-

se em regiões ambíguas do DCM, onde acontecem sobreposições de estrelas de sequência principal e binárias, ou seja, são regiões com ambiguidades de probabilidade.

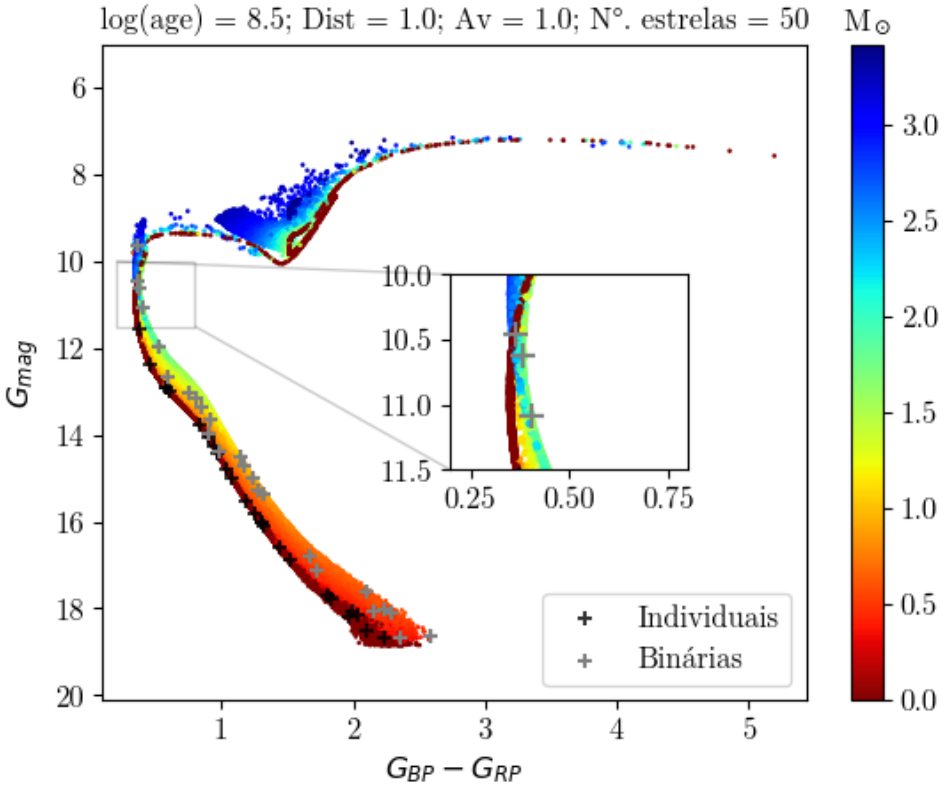


Figura 43 – Sobreposição de regiões no DCM para o aglomerado sintético de log(age) = 8.5, avermelhamento = 1 mag e distância = 1 kpc.

Na figura 43 plotamos a sequência principal das estrelas sintéticas geradas pelo método em uma escala de cor = 0, para facilitar a visualização. Dessa configuração, destacamos três estrelas binárias (em cinza), sendo a primeira próximo de 10.5 mag em uma região onde a sequência principal se sobrepõe a uma região de estrelas binárias. Desta composição de regiões, nosso método atribuí um valor de massa incorreto, ora subestimando ou superestimando a massa real após as médias calculadas. Por isso, destacamos que a probabilidade de atribuição de massa pode ocorrer incorretamente em qualquer extensão do DCM que apresentar sobreposições.

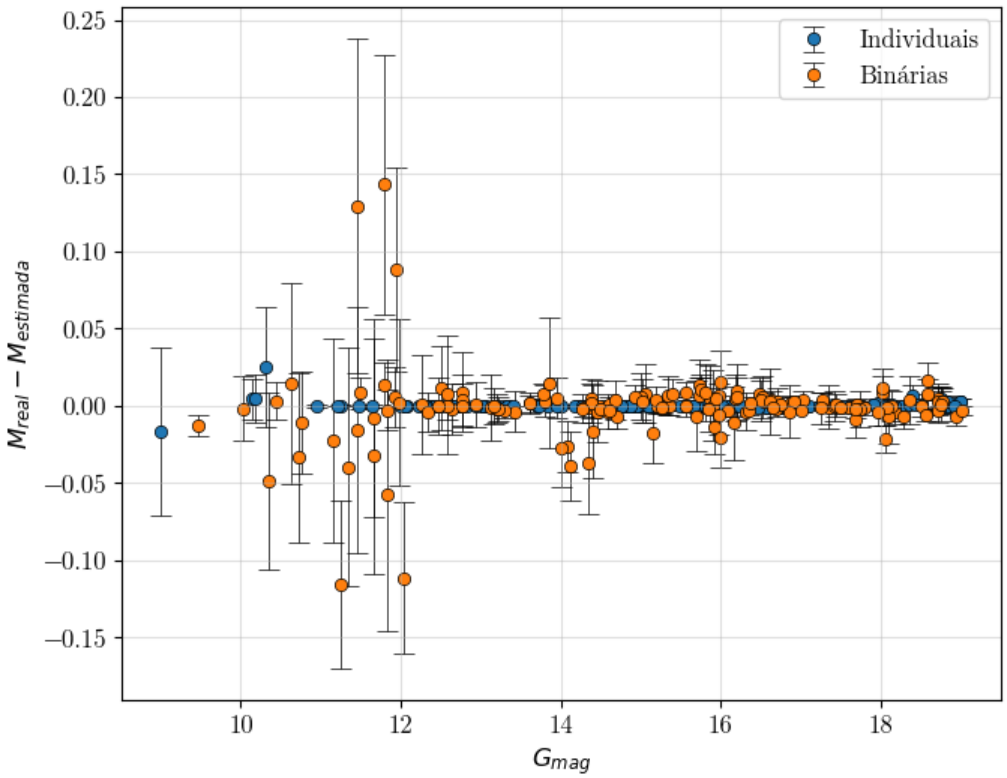


Figura 44 – No eixo x temos a magnitude das estrelas e no eixo y a diferença entre as massas reais e as estimadas pelo método DMI para o aglomerado sintético de log(age) = 8.5, avermelhamento = 1 mag e distância = 1 kpc.

Podemos visualizar com mais detalhes o erro cometido na atribuição das massas através da figura 44. Em comparação com a massa real das estrelas observadas do aglomerado sintético, a massa estimada pelo método subestima e superestima para uma faixa entre 0 e 12 magnitudes. Também é notável que o problema é frequente em estrelas binárias, sendo pouco significativo em estrelas individuais. De qualquer modo, a maioria das massas é recuperada com sucesso acima de 12 magnitudes, resultando em uma boa acurácia para a massa total dos aglomerados, sendo que as estrelas com seus valores atribuídos de forma errônea não são a maior parcela de massa do aglomerado sintético.

3.4 Detecção de binárias

Devido ao equívoco do método DMI na estimativa de massa de alguns sistemas binários dos aglomerados sintéticos, elaboramos um teste para avaliar sua eficiência em detectar estes objetos. Para isso, geramos cinco aglomerados de idades diferentes e variamos suas distâncias e avermelhamentos.

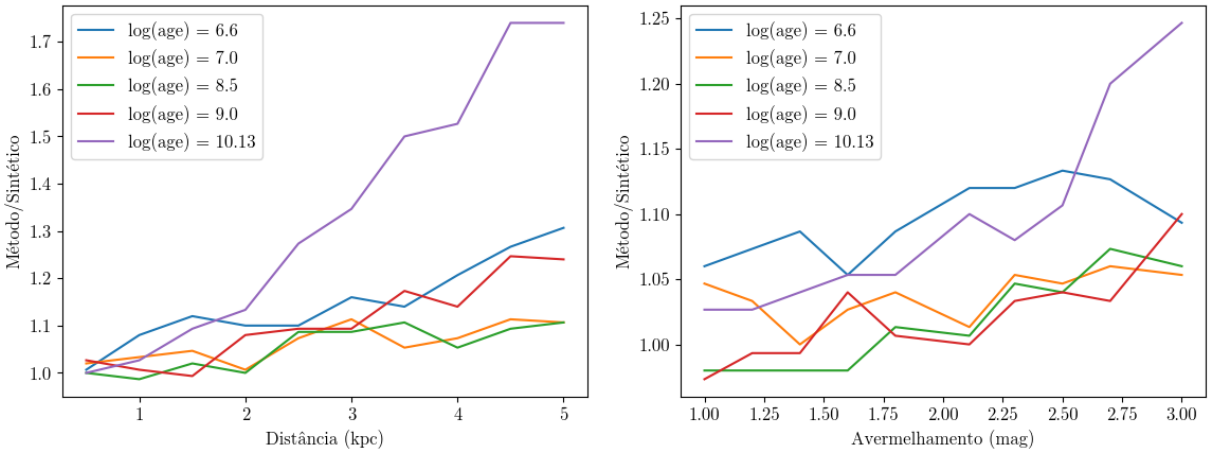


Figura 45 – No eixo y temos o resultado da razão de fração de binárias encontradas pelo método DMI pela fração conhecida (aproximadamente 50% de sistemas binários). Um valor maior que 1.0 indica que o número de estrelas binárias identificadas foi superestimado e menor que 1.0, subestimado.

No primeiro painel da figura 45, o avermelhamento foi fixado em 1 mag e variamos apenas a distância; no segundo painel, os testes foram realizados com a distância fixa em 1 kpc e houve variação do avermelhamento.

Como esperado, nota-se que a distância e o avermelhamento são os parâmetros que mais influenciam de maneira sistemática na determinação destes sistemas. Para distâncias de até 2 kpc e a avermelhamento de 2 mag, a fração de binárias é próxima do valor real. Para valores acima desses, nota-se uma superestimação principalmente no aglomerado mais velho, uma vez que há um aumento gradativo à medida que se aumenta a distância. O avermelhamento neste caso também é um fator contribuinte, mas de forma mais branda.

3.5 Erro da massa total

Como pretendemos determinar a massa total de aglomerados abertos reais, precisamos quantificar o erro cometido por nosso método. Esse procedimento é complicado, pois se deve considerar a estimativa de massa não observada. Concentramo-nos em determinar um erro atrelado à massa total utilizando o método de MF integrada e MF detalhada, como discutido na metodologia. Para essa verificação, geramos aglomerados sintéticos com massas totais predeterminadas de modo que, dependendo de sua distância, alguns deles apresentam uma fração das estrelas que não são observadas diretamente. Como discutido na seção anterior, para estes casos a extrapolação é necessária, pois eles simulam as principais condições encontradas no estudo desses objetos.

Para testar a eficiência dos dois métodos de integração, geramos aglomerados sintéticos de log(age) = 6.6 até log(age) = 9.5, variamos as distâncias de 1 a 5 kpc e o avermelhamento de 1 a 3 mag. Destacamos que, para estes testes, não obtivemos bons ajustes das funções de massas para o aglomerado de log(age) = 10.13, devido à baixa amostra de estrelas sintéticas com massa $< 1\ M_{\odot}$.

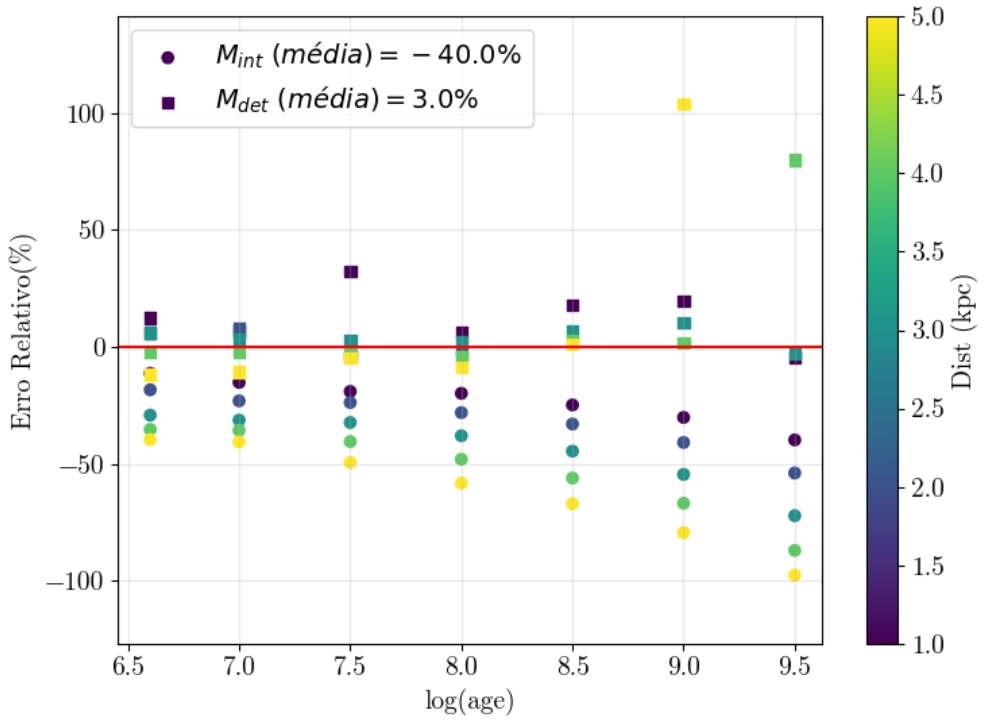


Figura 46 – No eixo y temos o erro relativo cometido pelos métodos em função da idade no eixo x.

Como visto na figura 46, a partir dos resultados dos testes, depreendemos que o método FM integrada possui uma correlação com o aumento da idade e da distância. Observamos que se inicia com um erro relativo médio próximo de 25% para aglomerados jovens e aumenta sistematicamente, sempre subestimando a massa total real do aglomerado sintético. Deste modo, a média dos erros relativos se encontra em 40%.

Para o método MF detalhada não existe uma correlação com a distância; os valores de erros relativos tendem a ser aleatórios e na maioria dos casos o valor da massa total é levemente superestimado. Identificamos também neste método alguns valores atípicos para o erro relativo, esses resultados são consequências de extrapolações incorretas cometidas devido a características específicas dos conjuntos de dados. Isso ocorre, pois esses são aglomerados em que a inclinação para estrelas de baixa massa não está bem definida, ocasionada por uma baixa amostra de estrelas nestas faixas de massas. Apesar disso,

a MF detalhada demonstra uma acurácia melhor ao determinar as massas totais dos aglomerados sintéticos, sendo que para esses encontramos uma média de erro relativo médio de 3%.

A partir das médias determinadas, calculamos o desvio absoluto médio para ambos os métodos de integração para finalmente termos uma estimativa do erro. Portanto, findamos estes testes com um erro de 14% para MF integrada e 10% para MF detalhada. Essa última, por apresentar melhor desempenho na estimativa da massa total, será usada para os cálculos dos aglomerados reais no capítulo 4.

4 Resultados: aglomerados reais

Neste capítulo apresentamos a aplicação do método descrito na seção Metodologia em aglomerados abertos reais encontrados no catálogo de (Dias et al., 2021). Detalharemos uma seleção de aglomerados reais dos quais obtivemos resultados acerca da massa; os resultados de toda a amostra de aglomerados podem ser conferidos na tabela 9 em Apêndices. Serão também tratadas separadamente as funções de massa para as estrelas individuais, primárias e secundárias; destacaremos a fração de binárias e a concentração de massa destes objetos.

Iniciaremos com a apresentação dos resultados de determinação de massa para Plêiades comparando com outros resultados encontrados na literatura. Em seguida, discutiremos sobre outros aglomerados abertos que apresentaram peculiaridades advindas da determinação de massa, além de resultados com bons ajustes das funções de massa e aglomerados que não obtivemos bons resultados de modo a caracterizar as potencialidades e limitações do método. Por fim, analisaremos as amostras de aglomerados em seu contexto na galáxia.

4.1 Plêiades, um *benchmark*

Por ser um dos complexos de estrelas mais próximos da Terra e de fácil observação, Plêiades talvez seja um dos aglomerados mais conhecidos da história. Assim, existem diversos estudos sobre sua população estelar.

4.1.1 Fração de Binárias

A partir da aplicação do nosso método em 1217 estrelas membros, determinamos suas massas individuais e identificamos 1040 estrelas individuais e 177 sistemas binários. Da amostra global de Plêiades, estimamos em 14% a fração de estrelas binárias. De modo geral, nossos resultados correspondem com o encontrado literatura.

Na figura 47, no painel da esquerda, temos a distribuição em RA e DEC das estrelas membro em que sua escala de cor está organizada conforme o valor da massa. No painel da direita temos a mesma distribuição, mas evidenciando as estrelas detectadas como binárias e individuais.

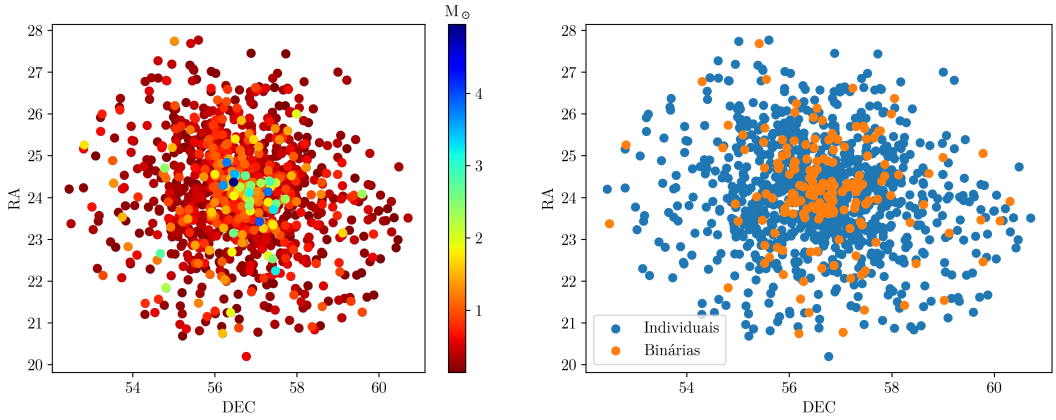


Figura 47 – Figuras RA e DEC de Plêiades. O painel da esquerda exibe a massa das estrelas em um espectro de cores de acordo com a massa das estrelas individuais e primárias; no painel da direita tem-se as estrelas individuais em azul e a estrelas identificadas como sistemas binários em laranja.

Um dos primeiros trabalhos conhecidos na literatura foi de (Bettis, 1975), que encontrou uma fração de binárias de 22%, isso ocorreu pois o autor estava testando um método de identificação de sistemas binários com análises fotométricas UBVR. (Stauffer, 1982) também com análises fotométricas, mas utilizando espectroscopia, encontrou uma fração de 33% estudando estrelas de baixa massa, entre 15 e 17 magnitudes − nessa mesma faixa de magnitude, nosso trabalho encontrou 13%. (Steele; Jameson, 1995), investigaram o espectro de 22 estrelas anãs marrons com observações realizadas em 1993 no telescópio William Herschel, os autores concluíram que a fração de binárias é de aproximadamente 46% para as estrelas observadas. No mesmo sentido, o trabalho de (MARTÍN et al., 2003), que utilizou observações da câmera Wide Field Planetary[1] acoplada ao Telescópio Hubble, estudou uma amostra de 25 anãs marrons e encontrou uma fração de binários de 15^{+15}_{-5}% para o intervalo de massa 0.072-0.030 $M_{\odot}$ e 22^{+19}_{-8}% para o intervalo de 0.072-0.050 $M_{\odot}$. Nesse trabalho, os autores ressaltam as baixas estatísticas numéricas, mas destacam que esses valores encontrados podem ser sistematicamente mais comuns em estrelas de baixa massa do que em estrelas de alta massa.

Com dados de fotometria no infravermelho do levantamento UKIDSS[2], (Lodieu et al., 2007) estimou uma fração de binários entre 28% e 44% no intervalo de 0.075-0.030 $M_{\odot}$, essa amostra era composta por 340 estrelas com massas menores que 0.03 $M_{\odot}$. Os valores determinados por esses autores estão consideravelmente próximos dos encontrados em I) (Pinfield et al., 2003) de 50 ± 10%, usando fotometria do 2MASS para 327 estrelas; II) (Maxted; Jeffries, 2005) com a fração de 32-45% derivada de simulações em Monte-Carlo,

[1] Instrumento com um CCD que trabalhava nas faixas de 120 nm e 1100 nm

[2] Uma pesquisa realizada no Telescópio UKIRT Infrared Deep Sky Survey do Reino Unido em Mauna Kea, no Havaí.

utilizando dados do 2MASS e III) (Bate; Bonnell; Bromm, 2002), com os $26 \pm 10\%$, autor que se propôs a realizar simulações do mecanismo de formação de anãs marrons.

Para um trabalho mais recente, (Torres, 2020) considerou uma lista de 32 estrelas de tipo espectral B e A, as quais foram determinadas como prováveis membros por (Gao, 2019), utilizando dados astrométricos do Gaia DR2. (Torres, 2020) realizaram a espectroscopia da amostra estrelas e verificaram uma fração de sistemas múltiplos de 37% (12/32). Em comparação com nossos resultados, referente ao tipo espectral das estrelas estudadas, encontramos uma frequência de 59% (41/69). Para isso, consideramos o intervalo de 1.40 - 4.95 $M_{\odot}$, sendo 4.95 $M_{\odot}$ a maior massa determinada por nós.

Recentemente, (Torres; Latham; Quinn, 2021), em um monitoramento espectroscópico, encontraram uma fração de 17% (48/289) que, após correções de incompletude, assumiu o valor de $25 \pm 3\%$. Nesse estudo, os autores reuniram 6104 espectros de 289 estrelas entre os anos 1981 e 2021. A partir disso, combinaram com dados de velocidade radial usando dados astrométricos do Gaia DR2. Considerando a fração global determinada pelos autores, essa está próxima do encontrado por nós de 14% (177/1217).

Na tabela 4 resumimos a frequência de binários encontrada pelos os autores discutidos.

Referência	Fração de binárias	Este trabalho	Observações
(Bettis, 1975)	22%	-	Toda amostra
(Stauffer, 1982)	33%	13%	Estrelas entre 15 e 17 magnitudes
(Steele; Jameson, 1995)	46%	-	22 anãs marrons
(Lodieu et al., 2007)	15%	-	0.072-0.030 $M_{\odot}$; 25 anãs marrons
	22%	-	0.072-0.050 $M_{\odot}$; 25 anãs marrons
(Pinfield et al., 2003)	50%	-	0.072-0.030 $M_{\odot}$; 327 estrelas
(Maxted; Jeffries, 2005)	32-45%	-	Simulação Monte-Carlo; toda amostra
(Lodieu et al., 2007)	28-44%	-	0.072-0.030 $M_{\odot}$; 340 estrelas < 0.03 $M_{\odot}$
(Torres, 2020)	37%	59%	Estrelas de tipo espectral B e A
(Torres; Latham; Quinn, 2021)	17%	14%	Toda amostra

Tabela 4 – A tabela resume as frações de binárias encontradas pelos autores discutidos e comparações com nossos resultados, quando possível. Na coluna "observações"destacamos o tipo de amostra usada por cada trabalho.

Por fim, como determinamos as massas das estrelas primárias e secundárias dos sistemas binários, calculamos a razão média de massa. Assim, as estrelas secundárias possuem em média 72% da massa de sua estrela companheira. O resultado dessa média é representada pela linha vertical pontilhada na distribuição da figura 48. O desvio padrão é $\sigma = 0.22$.

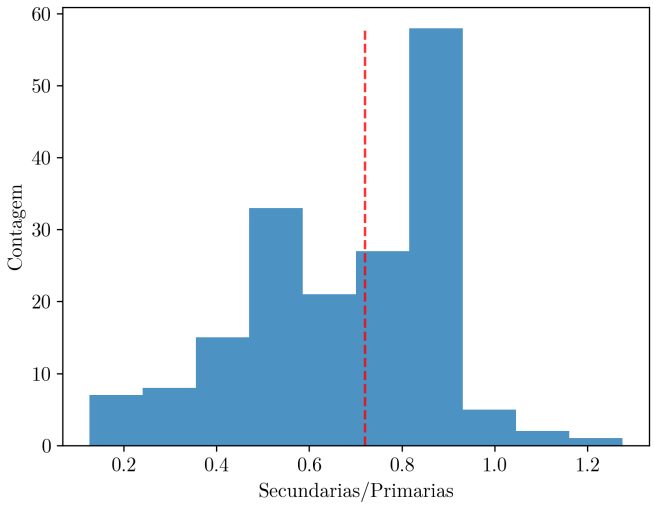


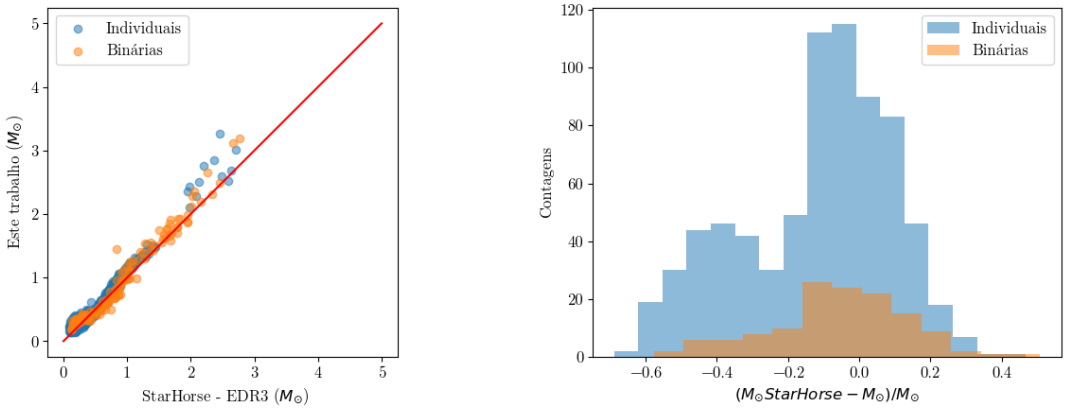
Figura 48 – Histograma da razão média da massa das estrelas secundárias de Plêiades.

4.1.2 Massa total

A massa total de Plêiades foi determinada neste trabalho por meio dos dois métodos descritos na metologia: FM integrada e FM detalhada.

O limite inferior de integração, como já mencionado, é de $0.09M_{\odot}$ e o superior corresponde à estrela mais massiva determinada pelo método, cujo valor para Plêiades é $4.95M_{\odot}$, que representa a estrela $20Tauri$, uma gigante azul de classe espectral B7III. A massa dessa estrela determinada pelo nosso método está de acordo com outros valores encontrados na literatura, como $4.22M_{\odot}$ (Zorec et al., 2009), $4.29M_{\odot}$ (Bodensteiner et al., 2018) e $4.90M_{\odot}$ (Kyritsis et al., 2022). Esse valor de limite superior é usado para FM integrada. Para a FM detalhada, cada população − sejam elas individuais, primárias ou secundárias − possui suas respectivas estrelas massivas que serão utilizados como limites superiores.

Na figura 49 comparamos os valores das massas individuais das estrelas em comum determinadas por nós com os valores dessas massas no catálogo *StarHorse*, que determinou a massa de uma grande amostra de estrelas usando dados EDR3 (vide Introdução).



(a) Relação identidade (b) Erro relativo

Figura 49 – No painel 49a, temos a relação identidade entre a massa determinada pelo catálogo (Anders et al., 2022) e o nosso trabalho; no painel 49b um histograma do erro relativo cometido em relação ao valor encontrado por nós.

É possível notar um desvio sistemático no painel da esquerda, figura 49a, para estrelas individuais e binárias com massas $\approx> 2M_\odot$ – como Plêiades não possui muitas estrelas massivas, a disparidade entre essas pode ser significativa no cálculo final da massa total do sistema. Já para estrelas $<\approx 2M_\odot$, os resultados dos autores não destoam dos valores encontrados por nós, esse resultado é verificável na figura da direta 49b, em que o erro relativo da maior proporção de estrelas está próximo de zero. É importante destacar que os autores não identificam as estrelas binarias, por isso não possuem massas das estrelas companheiras para realizarmos comparações.

Com os valores de massas individuais discutidos, podemos enfim exibir nossos resultados para obtenção da massa total pelos dois métodos de integração. As figuras 50 e 51 representam os melhores ajustes para FM integrada e para a detalhada, respectivamente. A seguir, discutiremos de forma cronológica alguns resultados encontrados na literatura para a massa total de Plêiades.

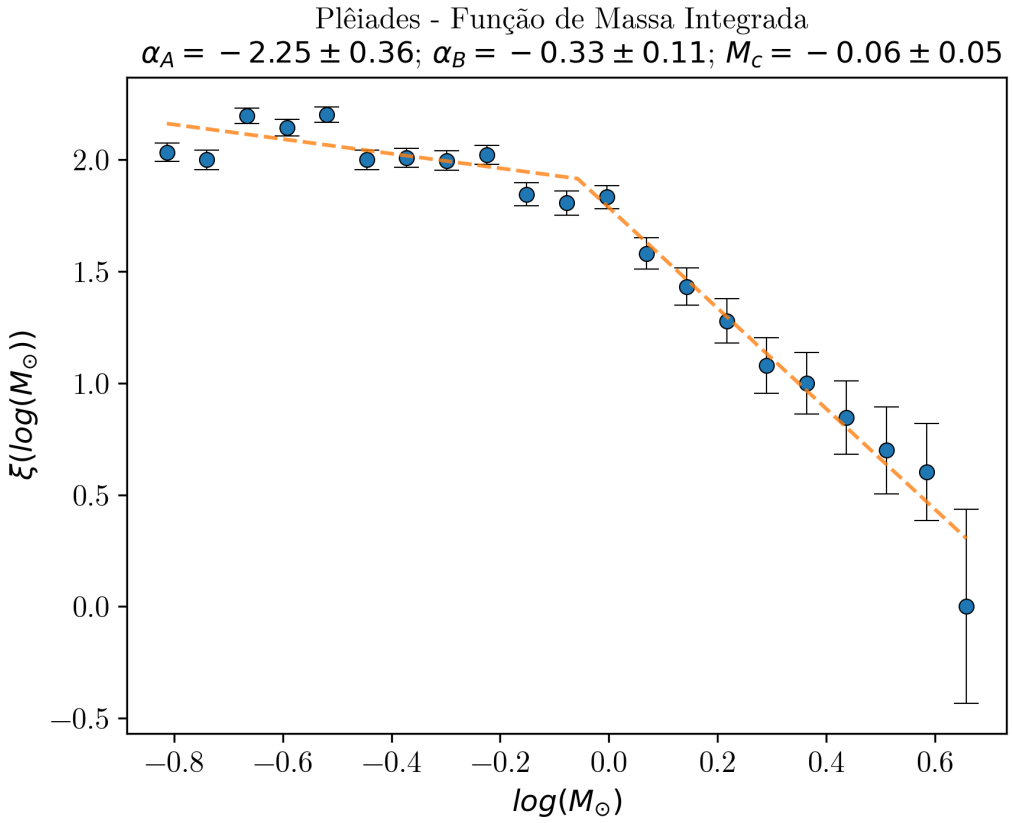


Figura 50 – Função de massa integrada de Plêiades. Acima do gráfico destacamos a inclinação α_A para alta massa, α_B para baixa massa e M_c para a massa corte ou ponto de virada com seus respectivos erros.

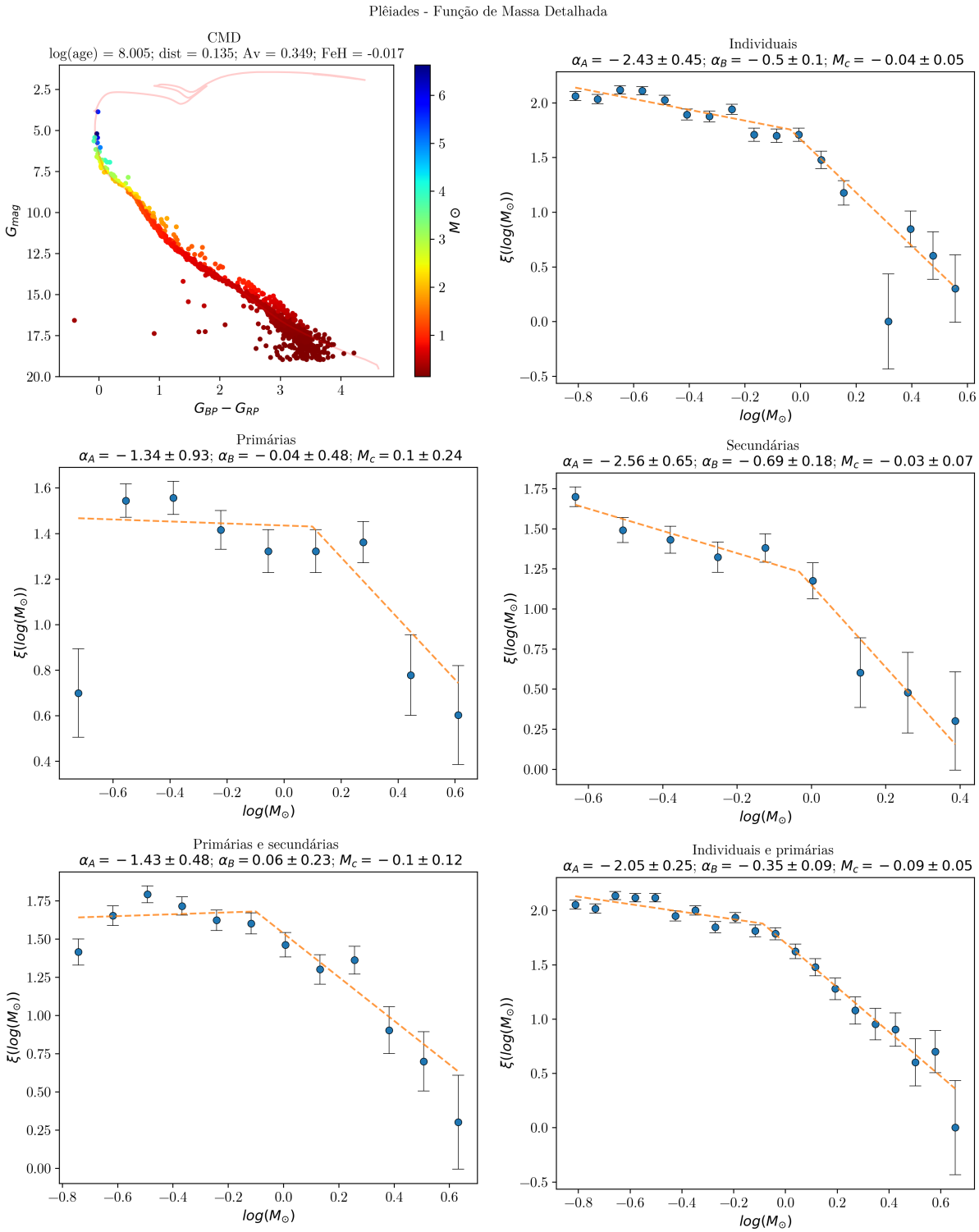


Figura 51 – Funções de massas detalhadas de Plêiades. Além dos parâmetros fundamentais dispostos no DCM, destacamos a inclinação α_A para alta massa, α_B para baixa massa e M_c para a massa corte ou ponto de virada com seus respectivos erros.

Uns dos primeiros trabalhos a determinar a massa total de Plêiades foi (RABOUD;

MERMILLIOD, 1997), com dados do espectrógrafo CORAVEL[3] que media velocidades radiais das estrelas. Assim, os autores determinaram 270 estrelas membros para Plêiades com uma massa total de 412 $M_{\odot}$. Para isso, eles desconsideraram sistemas múltiplos nas regiões externas de Plêiades e restringiram o estudo apenas nas massas de estrelas primárias de sequência principal. O trabalho determinou a massa total de Plêiades através de três métodos: I) raio de maré, 1400 $M_{\odot}$ em um intervalo de confiança de 530 a 2900 $M_{\odot}$, II) teorema do virial, 720 $M_{\odot}$, com um intervalo de confiança de 510 a 940 $M_{\odot}$ e III) integração da função de massa, em que encontraram um total de 950 $M_{\odot}$, para um intervalo de confiança entre 800 e 1150 $M_{\odot}$. A inclinação para estrelas de alta massa foi de 2.10 ± 0.21, um resultado dentro da margem de erro da inclinação encontrada por nós de 2.25 ± 0.36 para MF integrada.

O catálogo de (Prosser; Stauffer; Kraft, 1991) reuniu observações em fotometria e movimento próprio de diversos observatórios da época para determinar os membros mais prováveis de Plêiades. Sendo assim, o trabalho de (Pinfield; Jameson; Hodgkin, 1998), usando o método de perfil de King, determinou um raio de maré para Plêiades em 13.1 pc e calculou uma massa total em 735 $M_{\odot}$ com correções de binaridade para estrelas de baixa massa, referenciados pelo trabalho de (Steele; Jameson, 1995), comentado anteriormente. Também por perfil de King, (Adams et al., 2001), ao utilizar dados fotométricos do 2MASS, estimou a massa total em 800 $M_{\odot}$, considerando uma fração de 15% para binários não resolvidos a partir de 528 membros com massa visível de 690 $M_{\odot}$.

A partir da integração da função de massa de dados sintéticos de Plêiades, em uma análise de máxima verossimilhança e utilizando o catálogo fotométrico de (Stauffer et al., 2007) para 1245 estrelas membros, (Converse; Stahler, 2008) determinou a massa total em $870 \pm 34 M_{\odot}$, considerando uma fração de binários não resolvidos de 68%. Essa fração de binárias é significantemente maior que os valores encontrados na literatura, por isso os autores mencionam que os resultados de fotometria podem estar subestimados. A lei de potência para altas massas foi 2.8, relativamente próximo do valor encontrados por nós na FM integrada. Os autores também encontraram um pico de massa em $1.58 M_{\odot}$, este resultado é diferente do que encontramos. Acreditamos que estas disparidades acontecem devido aos autores considerarem uma alta fração de binárias.

Dois trabalhos usaram dados astrométricos do catálogo Gaia DR2 para calcular massa total de Plêiades: I) (Gao, 2019) obteve 1454 membros de maior probabilidade de pertinência para Plêiades por meio de aprendizagem de máquina. Com isso, estimaram a massa total usando o perfil de King em 721 ± 93 $M_{\odot}$; II) (Danilov; Seleznev, 2020), para 1542 ± 121 membros, estimaram a massa total integrando a função de massa, o que resultou em 855 ± 104 $M_{\odot}$. Nesse último, os autores encontraram uma inclinação de

[3] O instrumento CORrelation-RAdial-VELocities (CORAVEL) foi um espectrômetro montado no telescópio dinamarquês de 1,54 metros de diâmetro no Observatório La Silla em 1981 e gerenciado pelo Observatório de Genebra. Posteriormente foi compartilhado com astrônomos dinamarqueses e o ESO.

-2.89 ± 0.03 para estrelas $m > 1M_{\odot}$, resultado próximo do valor encontrado por nós na FM integrada.

Reunimos na tabela 5 os resultados de massa total discutidos em conjunto com a massa encontrada por nossas integrações.

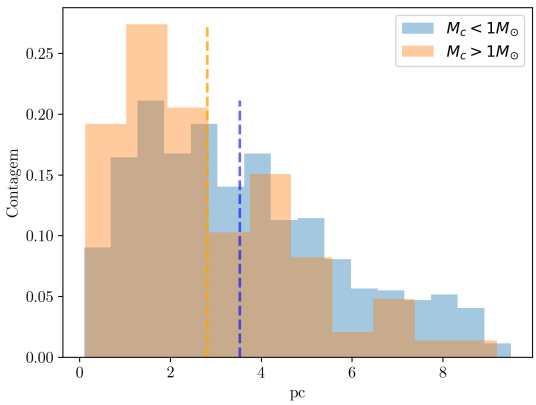
Referência	$M_{tot}(m_{\odot})$	Método
Presente trabalho	796 ± 112	FM integrada
	843 ± 85	FM detalhada
(RABOUD; MERMILLIOD, 1997)	1400	Raio de maré
	720	Virial
	950	FM integrada
(Pinfield; Jameson; Hodgkin, 1998)	735	Perfil de King
(Adams et al., 2001)	800	Perfil de King
(Converse; Stahler, 2008)	870 ± 34	Integral MF
(Gao, 2019)	721 ± 93	Perfil de King
(Danilov; Seleznev, 2020)	855 ± 104	FM integrada

Tabela 5 – Comparativo da massa total de Plêiades com os resultados encontrados na literatura. Na primeira linha incluímos os dois valores determinados por nós, sendo 796 ± 112 resultante da MF integrada e 843 ± 85 da MF detalhada.

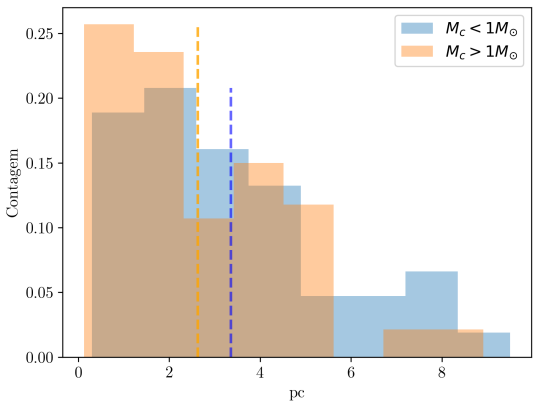
4.1.3 Concentração de Massa

Com nossos resultados de determinação de massa, introduzimos uma forma de quantificar a segregação de massa nos aglomerados abertos e a testamos em Plêiades, já que o efeito de segregação de massa é um fato bem estabelecido segundo (van Leeuwen; Alphenaar; Brand, 1986), (HAMBLY et al., 1995) e (Raboud; Mermilliod, 1998b) para este aglomerado. A caracterização desse fenômeno consiste da razão entre o valor do raio médio da concentração de massa da população de estrelas com massas $< 1M_{\odot}$ e de $> 1M_{\odot}$. Caso o resultado da razão seja igual a 1 como, por exemplo, o cruzamento das linhas verticais da figura 52, significa a não ocorrência de segregação, ou seja, uma amostra de estrelas distribuídas uniformemente. Para os valores menores que 1 (separação das linhas verticais), verificamos a ocorrência de segregação de massa, quanto mais distante desse valor, mais acentuado é o efeito dentro aglomerado.

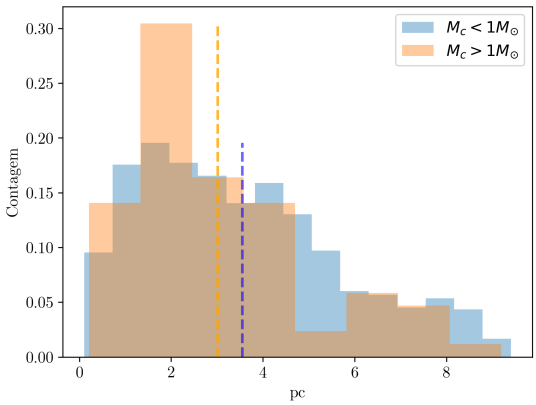
Como esperado, para Plêiades encontramos segregação de massa, o valor encontrado para a amostra contendo todas as estrelas foi de 0.79, para binárias 0.78 e 0.84 para as estrelas individuais.



(a) Todas as estrelas



(b) Binárias



(c) Individuais

Figura 52 – Histogramas de segregação de massa em Plêiades normalizados. Em (a) temos toda a amostra de estrelas, (b) selecionamos apenas as estrelas binárias e em (c) e somente as estrelas individuais. As amostras foram divididas em dois grupos com massas $> 1M_\odot$ e $< 1M_\odot$. A linha vertical em laranja representa o raio médio da concentração de massa para estrelas $> 1M_\odot$ e em azul o raio médio para estrelas $> 1M_\odot$

.

4.2 Outros aglomerados abertos

Uma parcela considerável de nossa amostra é composta por aglomerados de idade intermediária. Geralmente os DCMs desses não possuem curvas abruptas como observamos nos aglomerados sintéticos, o que proporciona uma melhor precisão na determinação das massas individuais, como vimos nos testes de recuperação de massas realizados para o método DMI. Nas figuras 53, 55 e 57 temos os resultados para os ajustes das funções de massas detalhadas, nas figuras 54, 56 e 58, os resultados para as concentrações de massa. Nessas últimas exibimos para cada aglomerado uma figura em que no painel da esquerda temos as estrelas membros e suas coordenadas RA e DEC, com o espectro de

cor conforme as massas das estrelas individuais ou primárias; no painel da direita há um histograma da distribuição das massas. Os aglomerados são NGC 2254, NGC 1758 e NGC 2215, respectivamente.

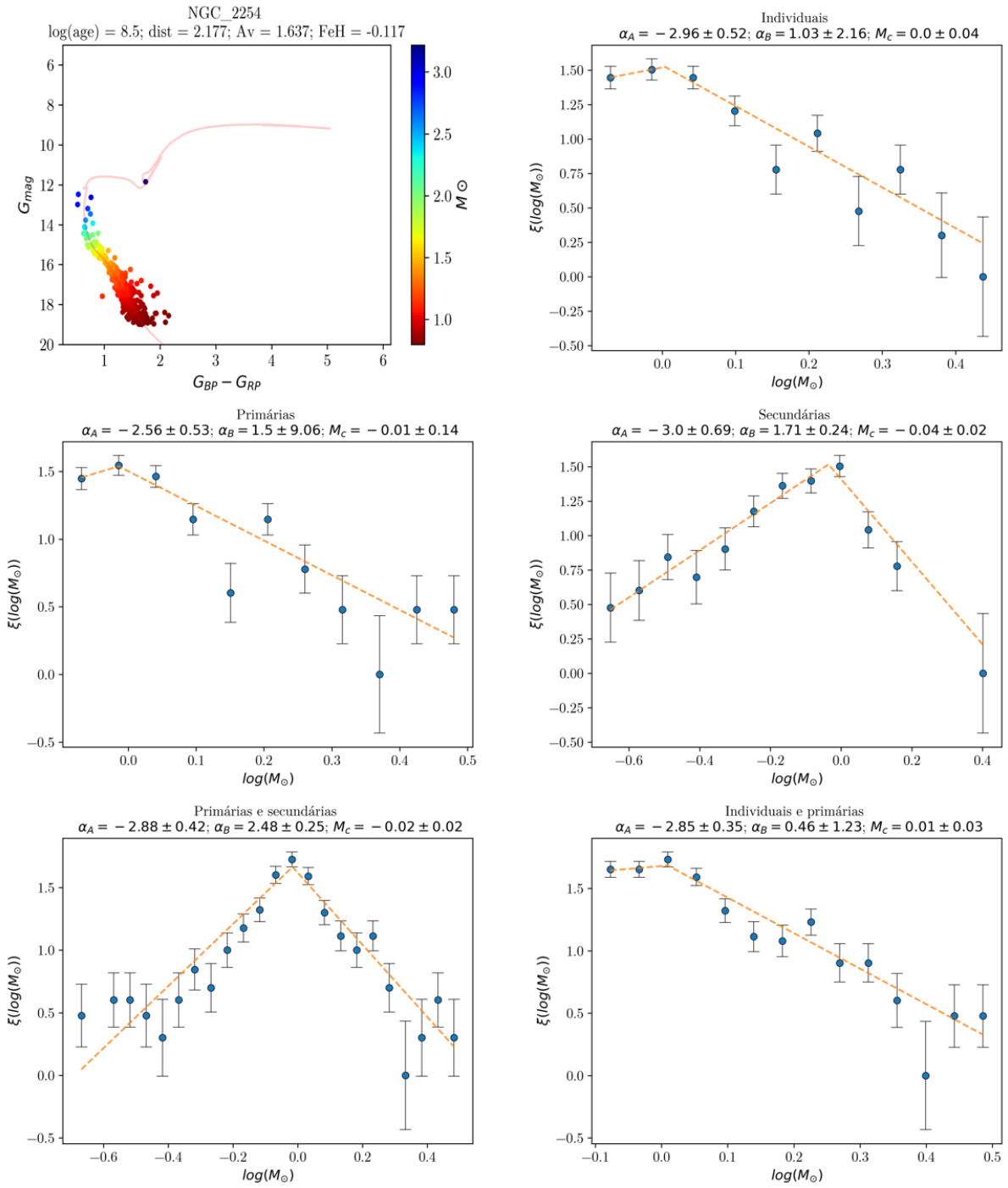


Figura 53 – FM detalhada para o aglomerado aberto NGC 2254.

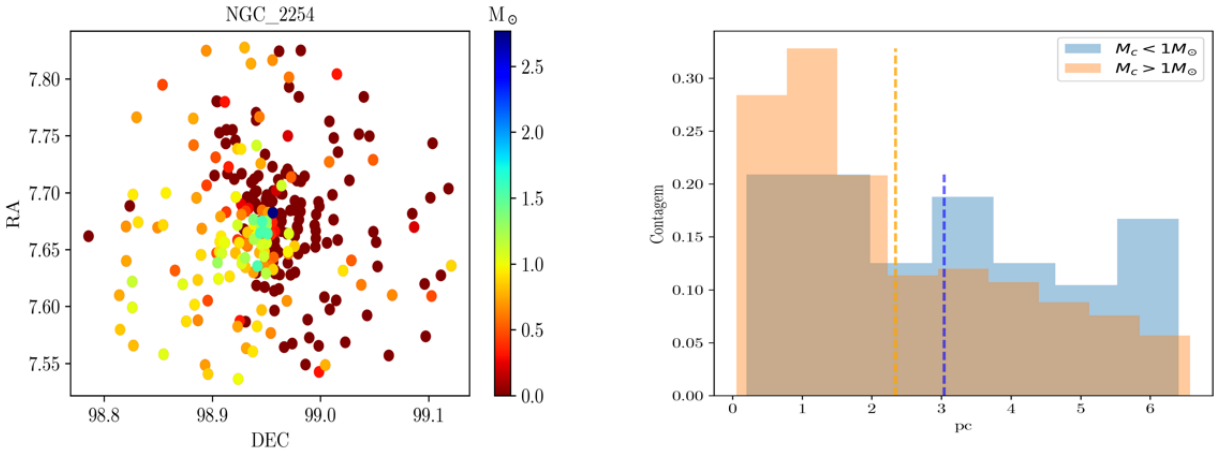


Figura 54 – Segregação de massa de NGC 2254. O histograma é expresso de forma normalizada.

O aglomerado NGC 2254 ainda foi pouco estudado. (Kiral, 1969) determinou sua distância em 2.2 kpc, valor consideravelmente próximo do estimado por nós, de 2.177 kpc (veja a Figura 53). Observando a MF detalhada, não foi detectada uma quantidade relevante de estrelas de baixa massa, é possível notar que para as estrelas individuais e primárias não mostram muitos intervalos. No entanto, suas barras de erros são relativamente pequenas e dão indícios de uma inclinação quando observamos o ajuste que representa as estrelas individuais e primárias, resultando em $\alpha_A = -2.85 \pm 0.35$. Note que os valores de M_c para estrelas binárias (primárias e secundárias) é bem definido em -0.02 ± 0.02, ou seja $0.95 \pm 1.04\ M_\odot$. A fração de binárias foi calculado em 51% e a massa total foi definida em $612.0 \pm 61 M_\odot$; a razão dos raios médios nos retornou um valor de 0.77, uma evidência de segregação de massa.

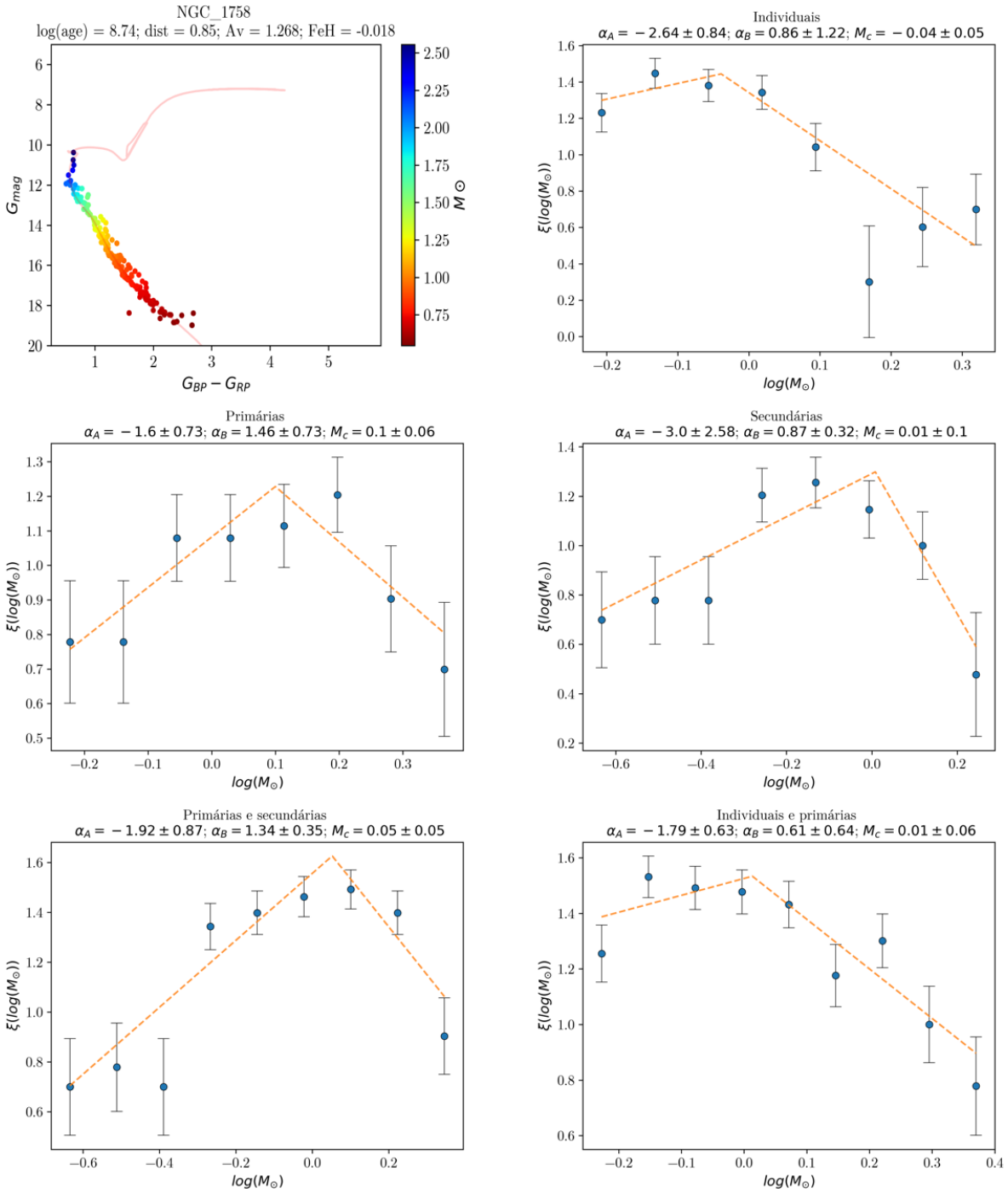


Figura 55 – FM detalhada para o aglomerado aberto NGC 1758.

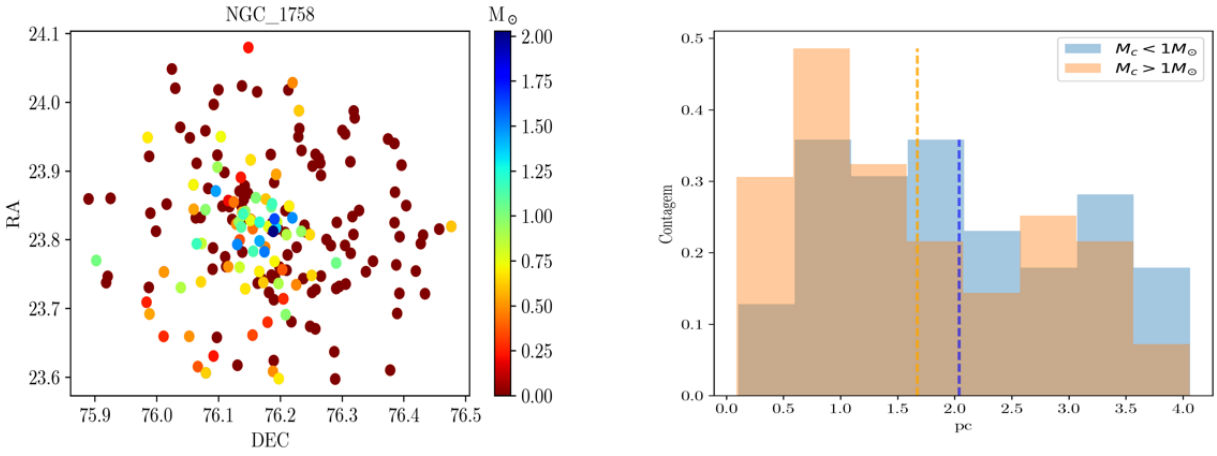


Figura 56 – Segregação de massa de NGC 1758. O histograma é expresso de forma normalizada.

NGC 1758 foi alvo de pesquisas há algumas décadas por estar em uma região de sobreposições de aglomerados em um raio de aproximadamente 20'. Com o objetivo de estudar em mais detalhes este aglomerado, (Galadi-Enriquez; Jordi; Trullols, 1998) obteve seus parâmetros fundamentais e determinou uma massa total visível em 145 $M_\odot$ para 79 membros convertendo sua função de luminosidade em função de massa. Para nosso caso, com os dados do EDR3, determinamos 191 membros com uma massa total visível de 261 ± 2 $M_\odot$, a massa total extrapolada em 312 ± 31 $M_\odot$ e uma fração de binárias 41%. (Galadi-Enriquez; Jordi; Trullols, 1998) também indica uma concentração de massa na região central do aglomerado e nossos resultados indicam do mesmo modo tal característica próxima de 1 pc e uma razão de 0.81.

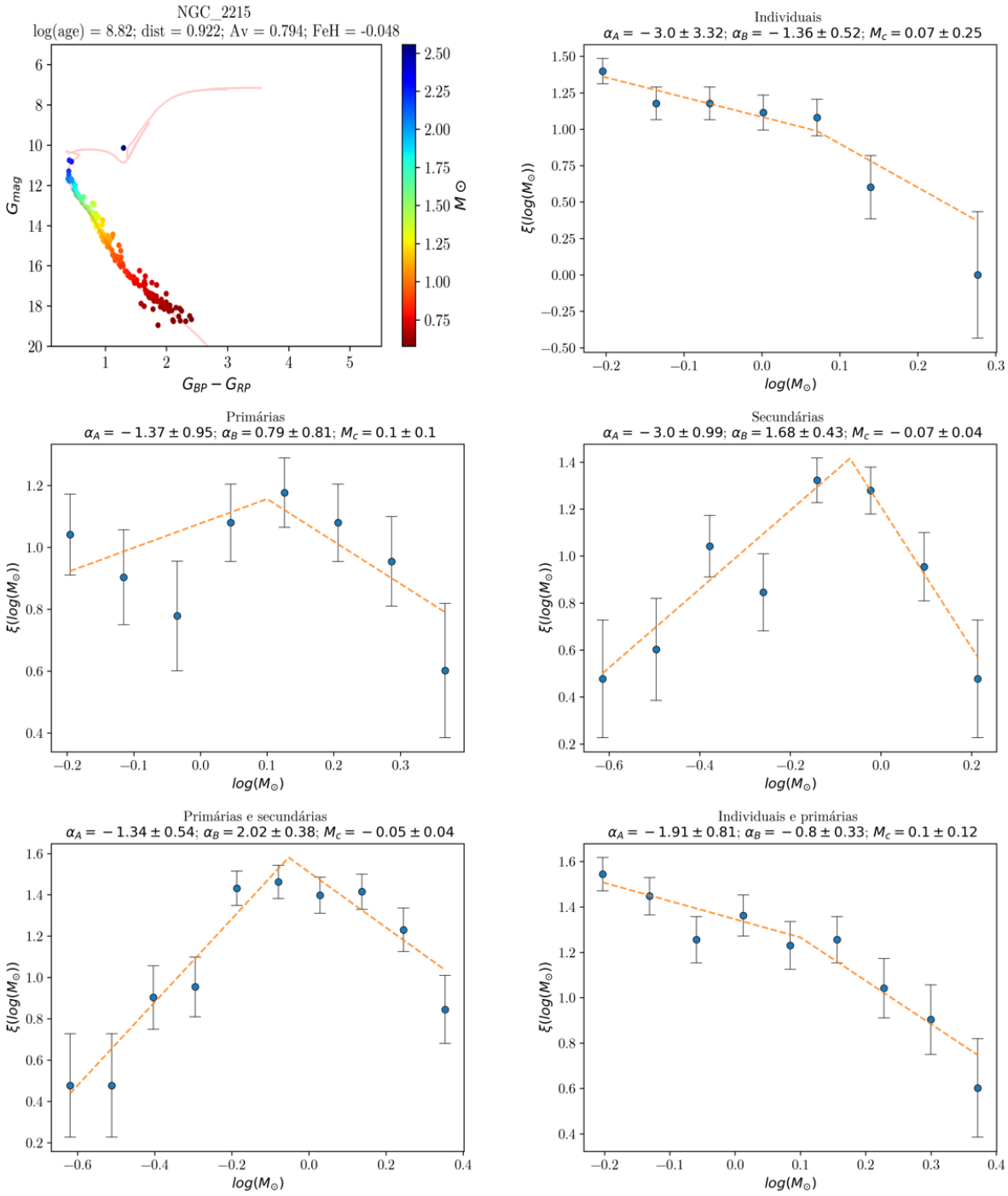


Figura 57 – FM detalhada para o aglomerado aberto NGC 2215.

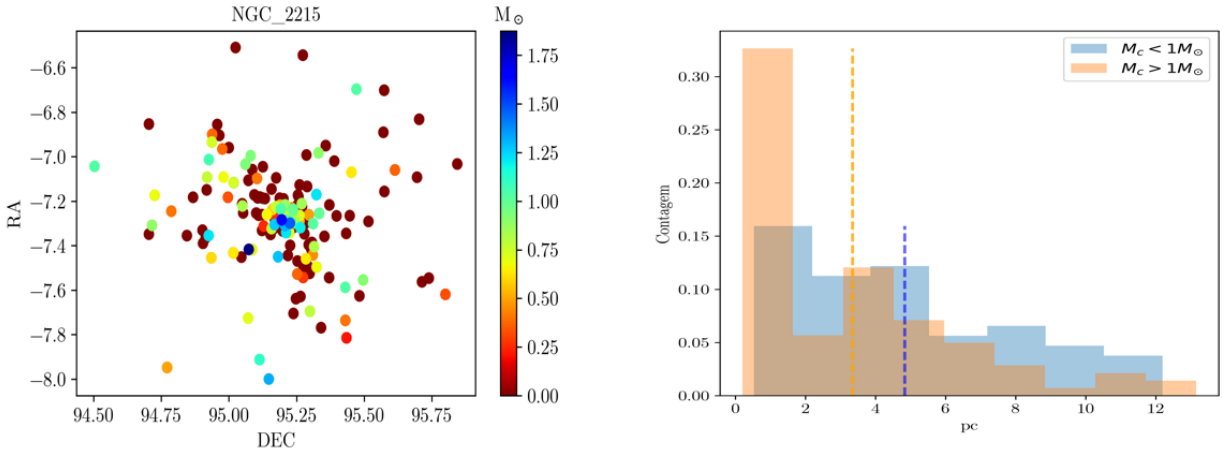


Figura 58 – Segregação de massa de NGC 2215. O histograma é expresso de forma normalizada.

Em relação ao aglomerado NGC 2215, temos o trabalho de (Fitzgerald et al., 2015), que encontrou seus parâmetros fundamentais e através do perfil de King determinou um raio de 0.24 pc para seu núcleo. Em comparação com nossos resultados, verificamos uma concentração de massa próximo do valor encontrados pelos autores, principalmente para as estrelas mais massivas. Isso indica uma segregação de massa nesta região; o resultado da razão média dos raios foi de 0.69, reforçando tal característica. A massa total desse aglomerado foi calculada em 536 ± 53 $M_\odot$ com uma fração de binárias de 48%. O fato curioso deste aglomerado é sua função de massa para as estrelas individuais com coeficiente negativo α_B = -1.35, indicando uma função de massa atual com maiores proporções de estrelas para massas menores que a solar. Este resultado é amplificado ao juntarmos as estrelas individuais e primárias que resultam novamente em uma inclinação negativa, mas moderadamente inclinada α_B = -0.80.

A seguir apresentamos dois aglomerados jovens denominados Bica 2 e Collinder 419 com log(age) = 6.673 e 6.693, respectivamente.

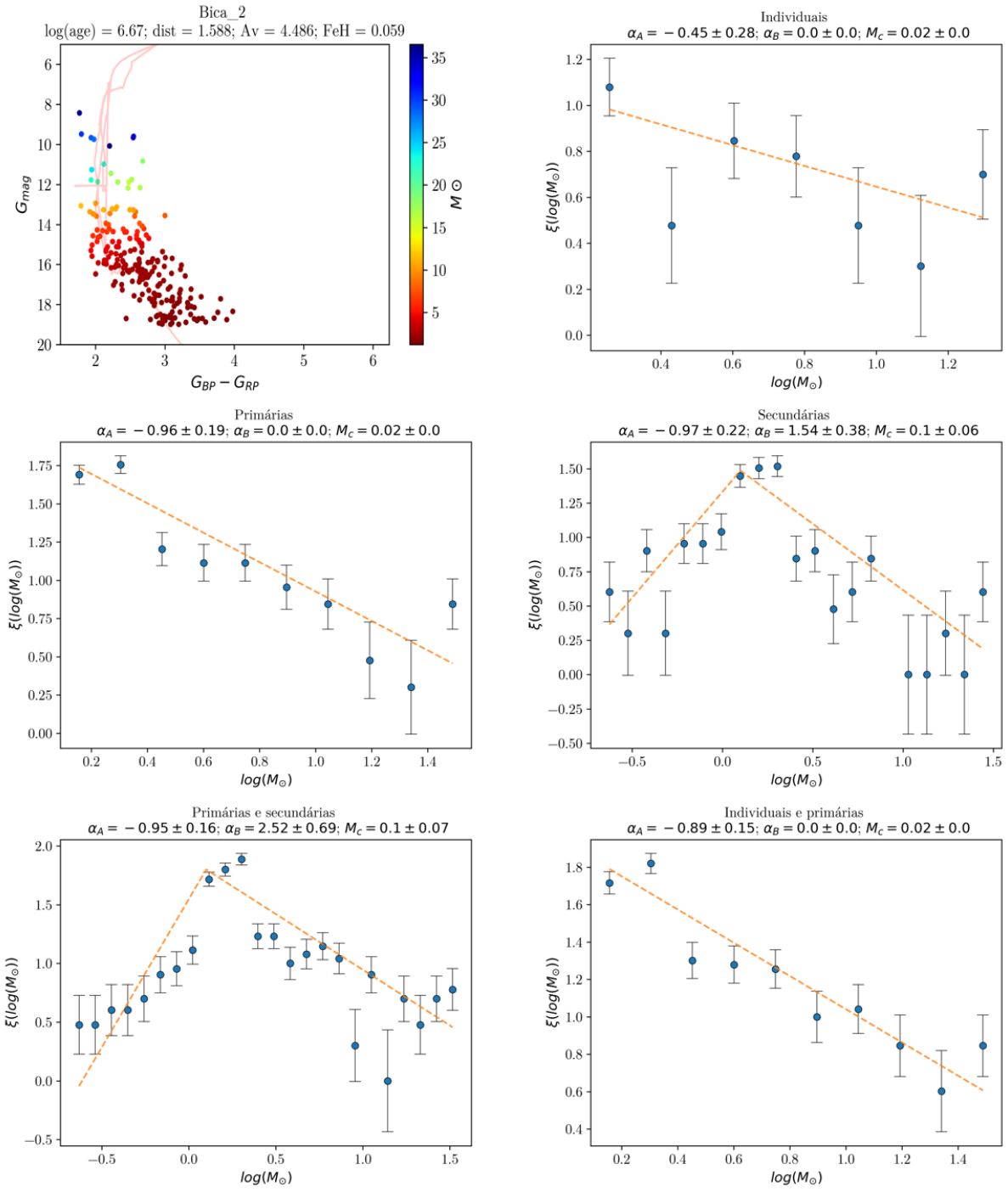


Figura 59 – FM detalhada para o aglomerado aberto Bica 2.

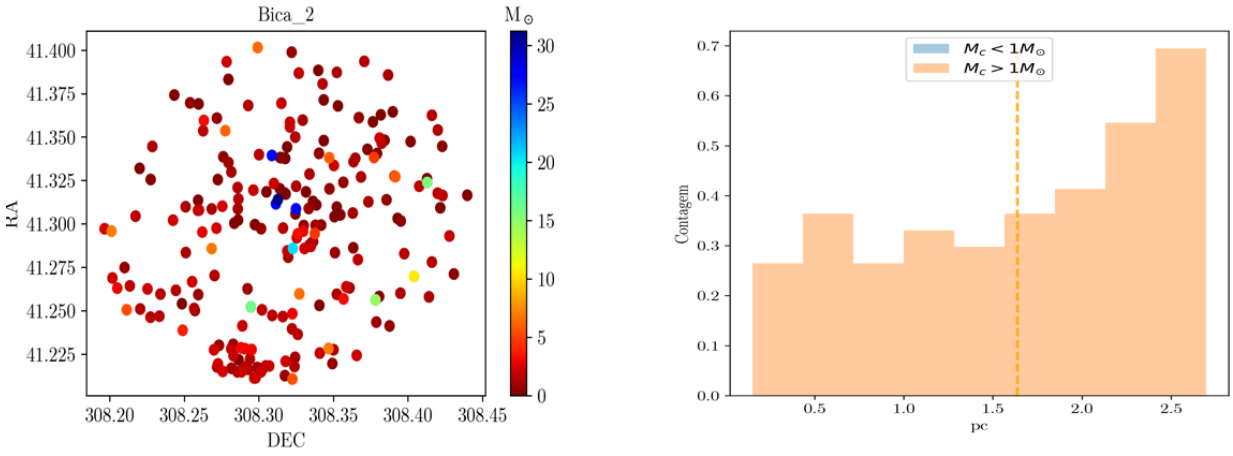


Figura 60 – Segregação de massa de Bica 2. O histograma de é expresso de forma normalizada.

Na figura 59 temos os resultados para a MF detalhada, em que as integrações das FMs resultaram em uma massa total de $1903 \pm 190\ M_\odot$ para Bica 2. Neste aglomerado o método DMI detectou um sistema binário de 51 $M_\odot$ nas coordenadas RA: 308.412 e DEC: 41.323; a massa da estrela primária foi estimada em $36 \pm 5\ M_\odot$ e a da secundária em 15 ± 8 $M_\odot$, sendo um dos sistemas mais massivos determinados por nós, sua fração de binárias também foi uma das maiores encontradas, 81%. A função de massa das estrelas individuais em α_A é mais achatada e os dados não foram suficientes para geração de intervalos em α_B. Este último é um resultado esperado já que a maior proporção de estrelas de baixa massa aparenta ser de um sistema binário, assim a função de massa das estrelas primárias e secundárias possui uma inclinação de -0.95. Salientamos que Bica 2 possui um alto avermelhamento de 4.486 magnitudes, por esse motivo expressa um DCM proeminente na sequência principal, o que dificulta aplicação do método DMI, como discutimos nos testes de eficiência de detecção de binárias. Desta forma, pode resultar em uma superestimação da fração de binárias.

Na figura 60, a concentração de massa deste aglomerado se encontra nas regiões mais externas do sistema, próximos de 1.6 pc, o que pode ser um forte indício de contaminação de estrelas de fundo. Além disso, não foram detectadas estrelas com massas menores que a solar, assim não determinamos a razão média dos raios.

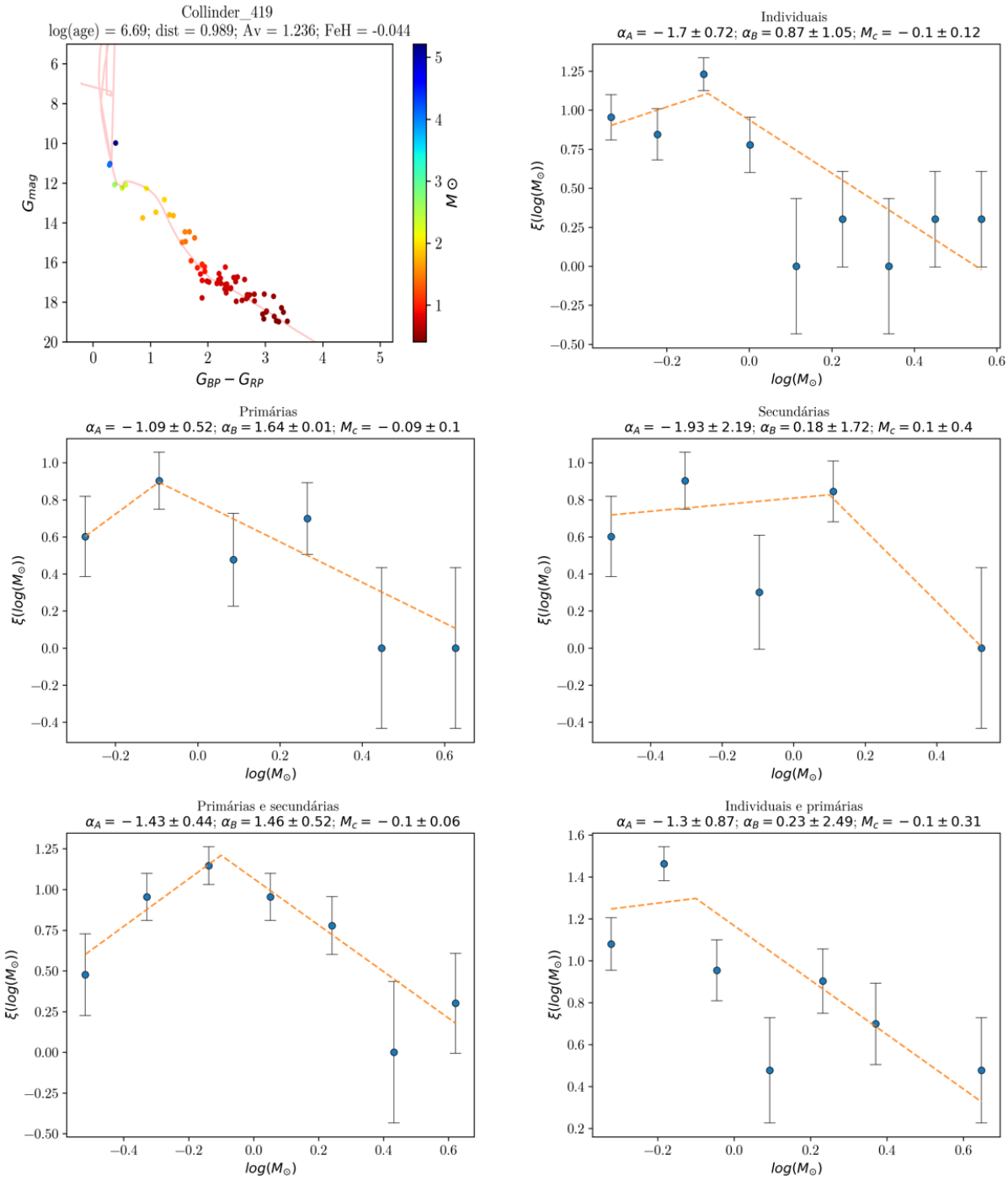


Figura 61 – FM detalhada para o aglomerado aberto Collinder 419.

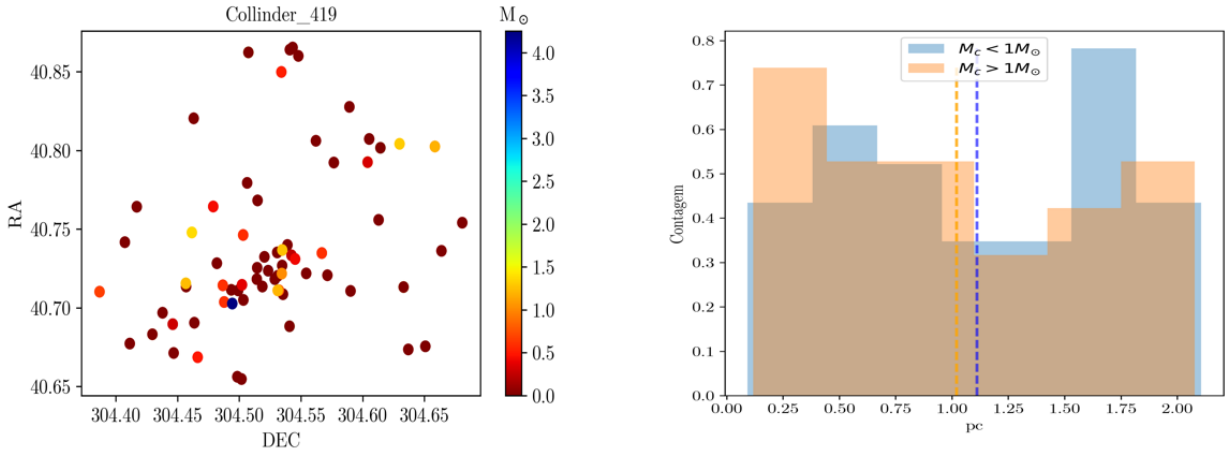


Figura 62 – Segregação de massa de Collinder 419. O histograma é expresso de forma normalizada.

Na figura 61 temos os resultados para o aglomerado aberto Collinder 419, um sistema relativamente perto da vizinhança solar e de avermelhamento consideravelmente menor se comparado a outros aglomerados jovens, o que facilita sua caracterização. Sua determinação de massa individual foi aplicada para 67 membros visíveis.

Collinder 419 possui em sua região central uma fonte ionizante, o componente HD 193 322, um complexo de estrelas recentemente revisado por (Maíz Apellániz et al., 2019). Apesar disso, o sistema apresenta uma razão de 0.91, indicando uma baixa segregação de massa. A massa total foi determinada em $107 \pm 10\ M_\odot$, com uma fração de binárias de 32%.

Tratando-se de aglomerados mais velhos, em nossa amostra o aglomerado Berkeley 9 de log(age) = 9.15 apresenta visualmente um DCM com uma isócrona bem ajustada em relação aos seus membros. Dessa maneira, proporciona uma estimativa das massas individuais com boa precisão.

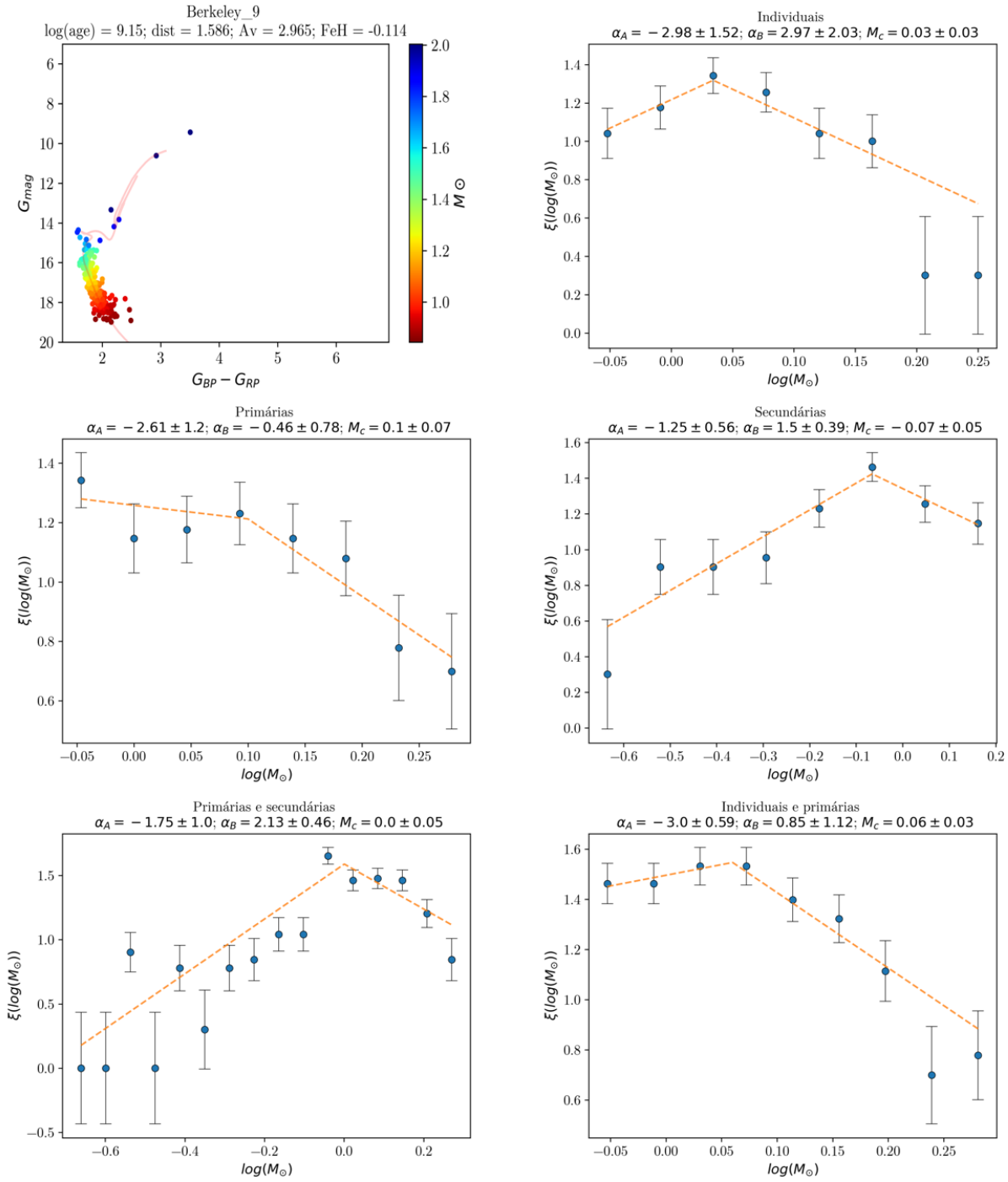


Figura 63 – FM detalhada para o aglomerado aberto Berkeley 9.

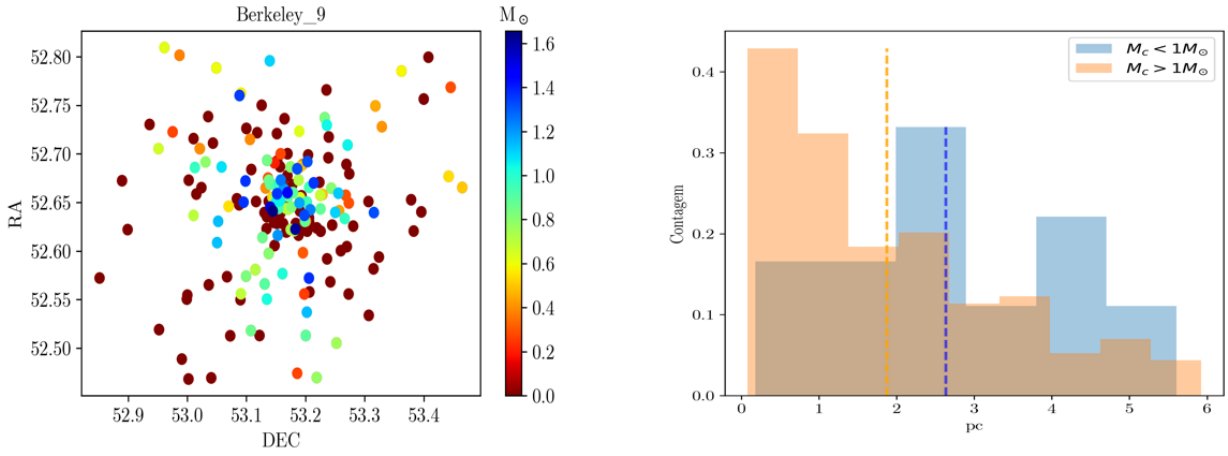


Figura 64 – Segregação de massa de Berkeley 9. O histograma é expresso de forma normalizada.

Em relação ao aglomerado Berkeley 9, não encontramos outros trabalhos na literatura para realizar comparações com nossos resultados obtidos para este aglomerado. Em nossa análise, a massa total foi calculada em $568 \pm 57\ M_\odot$ com uma fração de 54% de estrelas binárias. Nossos resultados indicam uma evidente segregação de massa na região central do aglomerado em até 2.0 pc, de acordo com a figura 63 e sua razão foi estimada em 0.71. Esta região é composta principalmente por estrelas de sequência principal com massas próximas à solar, e inclusive, suas funções de massa mostram poucas inclinações principalmente para estrelas primárias e individuais, com seu coeficiente $\alpha_B = -0.85 \pm 1.12$.

A inclinação suave das funções de massas corrobora com a idade do aglomerado aberto, pois se espera que aglomerados mais velhos após sua evolução dinâmica percam estrelas de baixa massa.

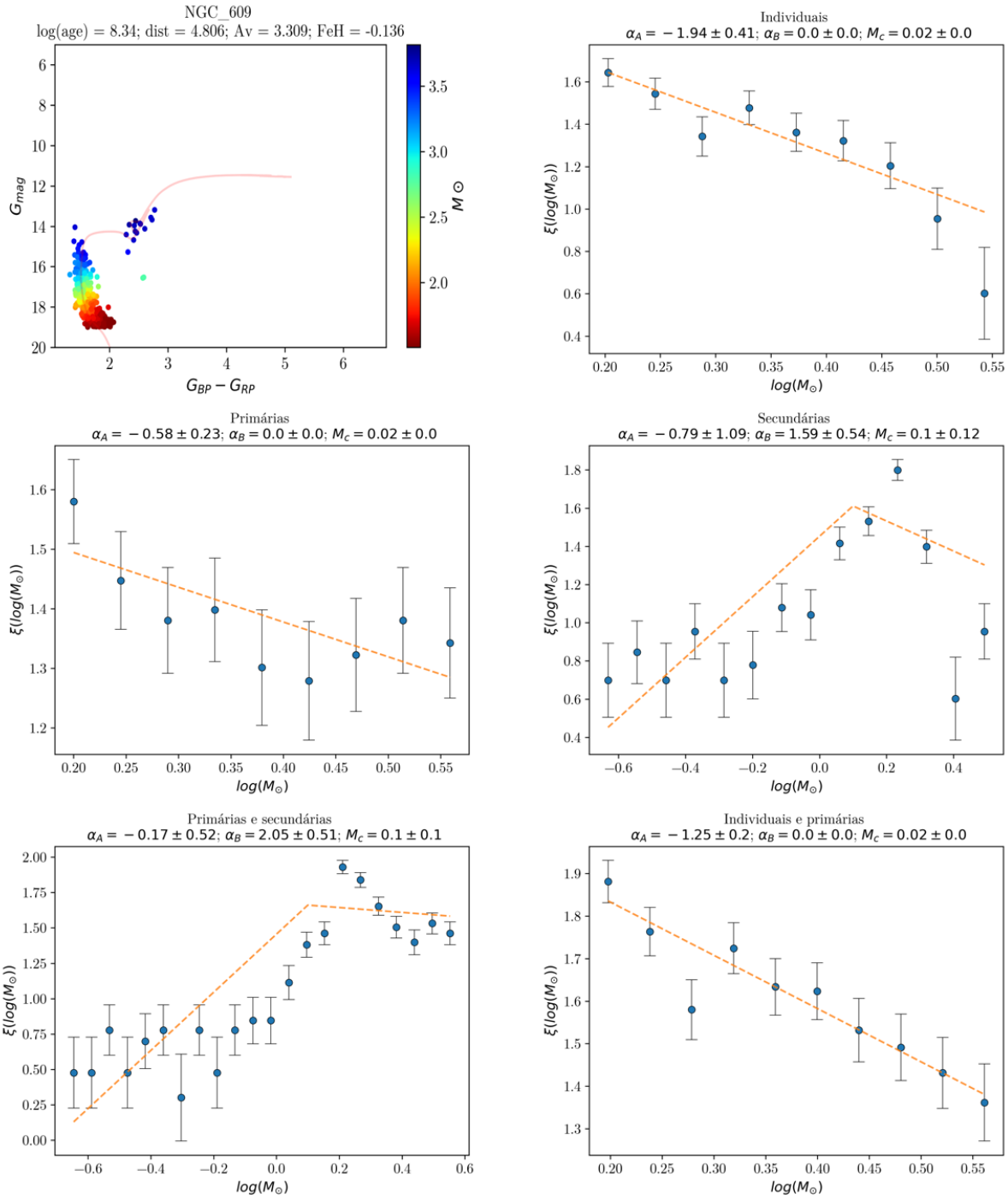


Figura 65 – FM detalhada para o aglomerado aberto NGC 609.

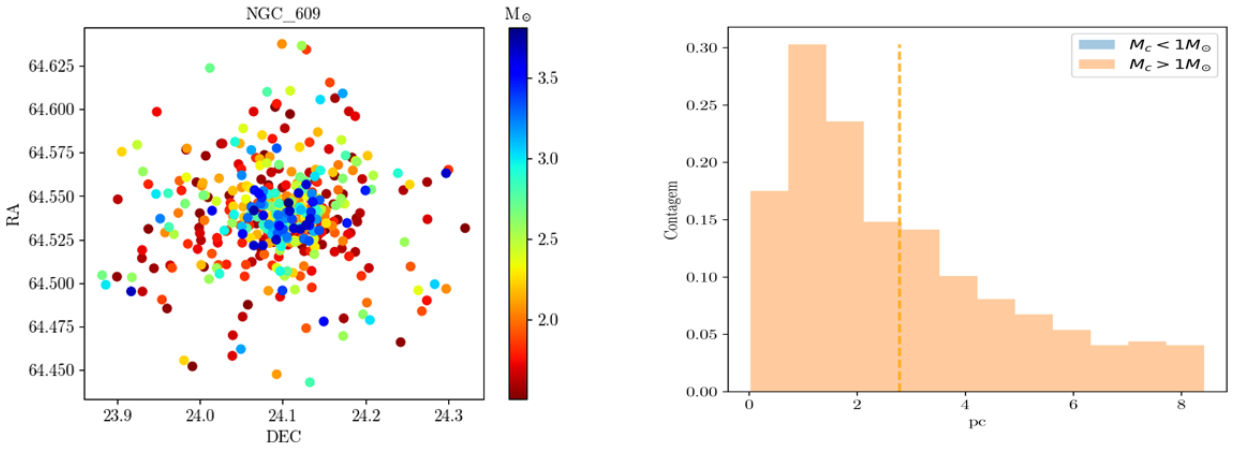


Figura 66 – Segregação de massa de NGC 609. O histograma é expresso de forma normalizada.

Para o aglomerado mais distante de nossa amostra, o NGC 609, o qual se encontra a 4.806 kpc, temos os resultados encontrados conforme a figura 65. É um aglomerado aberto ainda pouco estudado, um dos primeiro trabalhos a relatá-lo foi (Alter, 1944), descrevendo-o como um aglomerado de "estrelas muito fracas"a uma distância de 3.430 kpc. Outra referência acerca desse aglomerado é de (King, 1962), que incluiu o NGC 609 em uma lista de possíveis aglomerados velhos, porém com baixa probabilidade.

Atualmente, com dados do EDR3, aglomerado NGC 609 apresenta possíveis 425 membros observáveis. Todas as estrelas de sequência principal possuem massas maiores que 1.5 $M_\odot$; sua massa total foi estimada em 3174 ± 318 $M_\odot$ e uma fração de binárias de 52%. A função de massa das secundárias revela uma estimativa da probabilidade de estrelas de baixa massa, sendo moderadamente plana $\alpha_B = -0.79 \pm 1.09$. É notável um ajuste ruim para a função de massa das estrelas binárias, em que M_c se ajusta melhor próximo de 0.3 correspondendo a 2 $M_\odot$.

O trabalho de (Lee; Burkhead, 1971) foi um estudo preliminar de observações fotométricas de NGC 690, o mesmo relatou uma densidade central no aglomerado e estimou um diâmetro linear de 2.7 pc. Este valor é próximo da região a qual encontramos concentração de massa em até 2.12 pc, segundo a figura 66. No entanto, não conseguimos caracterizar segregação de massa neste aglomerado por não amostrar estrelas com massas menores que a solar.

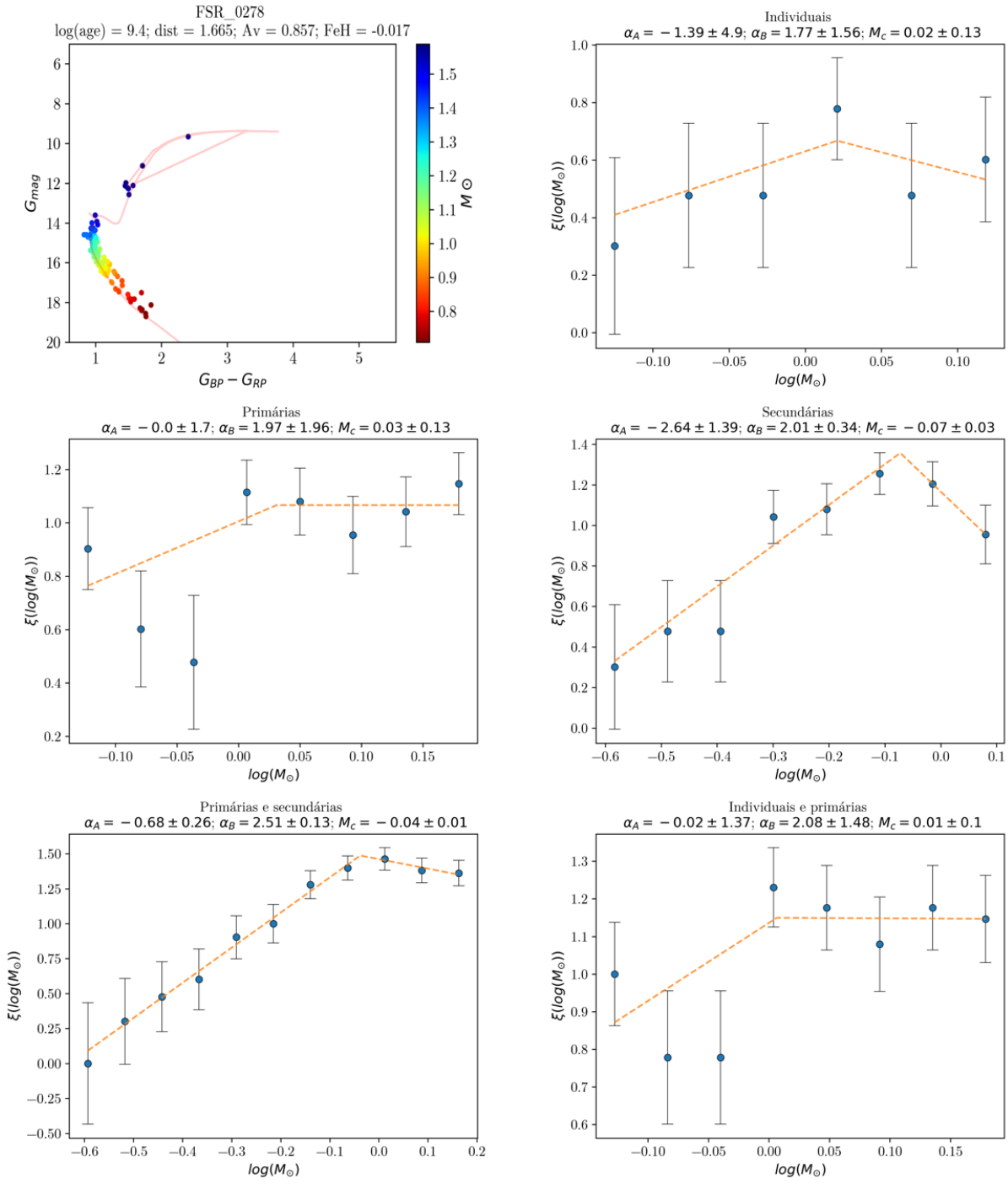


Figura 67 – FM detalhada para o aglomerado aberto FSR 0278.

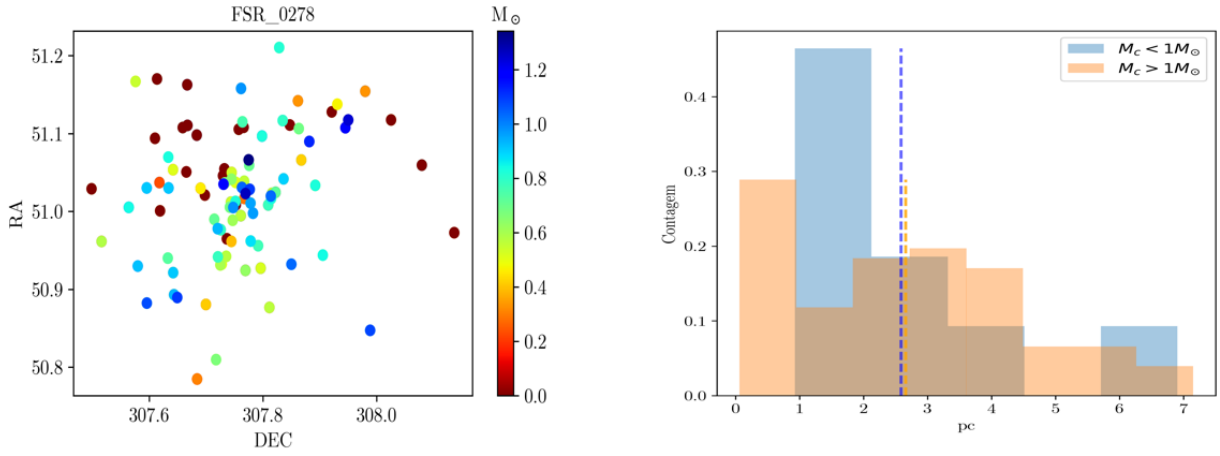


Figura 68 – Segregação de massa de FSR 0278. O histograma é expresso de forma normalizada.

Na figura 67 temos os resultados para o aglomerado FSR 0278, um grupo de estrelas que apresenta uma alta fração de binárias de 78% e com uma massa total de $183 \pm 18\ M_\odot$. Uma característica dos DCMs que apresentam muitas binárias e não são tão comprometidos pelo avermelhamento, é uma proporção de estrelas paralelas à sequência principal, como é o caso deste aglomerado. Isso ocorre devido à magnitude das estrelas secundárias somar-se à magnitude das estrelas primárias que se encontram na sequência principal, causando um pequeno "deslocamento"no DCM.

Identificamos apenas alguns trabalhos sobre a velocidade radial e metalicidade de FSR 0278 (Casamiquela et al., 2021), (Carrera et al., 2022). Nossos resultados exibem funções de massa com inclinações para as estrelas individuais e primárias, o que é esperado de um aglomerado velho. Já as estrelas secundárias mostram um α_B = -2.64. Em relação à segregação de massa, na figura 68 fica claro que não a temos em FSR 0278 e sua razão foi determinada em 1.0.

A seguir serão apresentados os três aglomerados abertos, UPK 452, Berkeley 32 e UBC 345: estes concentram alguns dos principais problemas que encontramos nos ajustes das funções de massas, tanto de forma detalhada ou integrada.

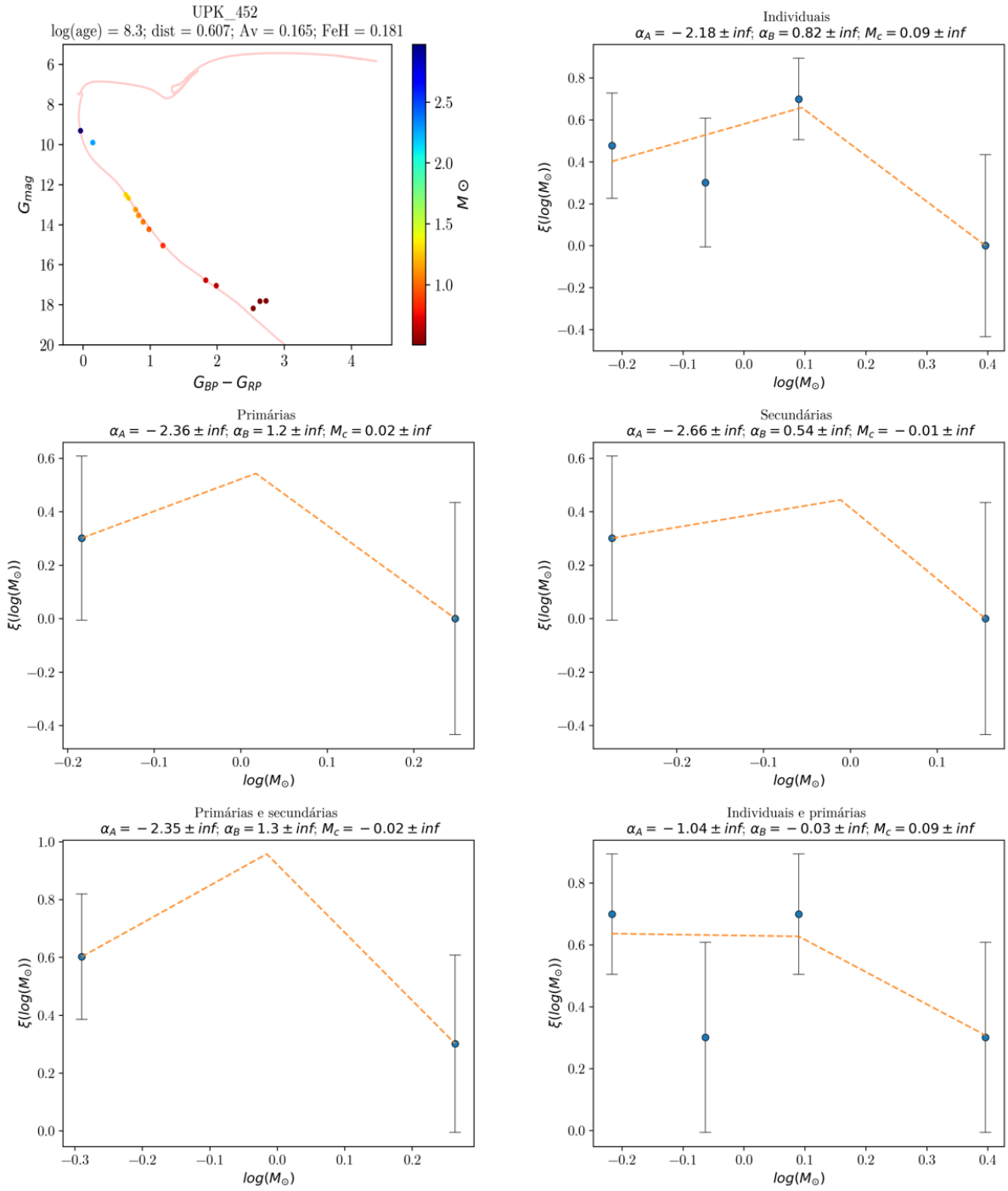


Figura 69 – FM detalhada para o aglomerado aberto UPK 452.

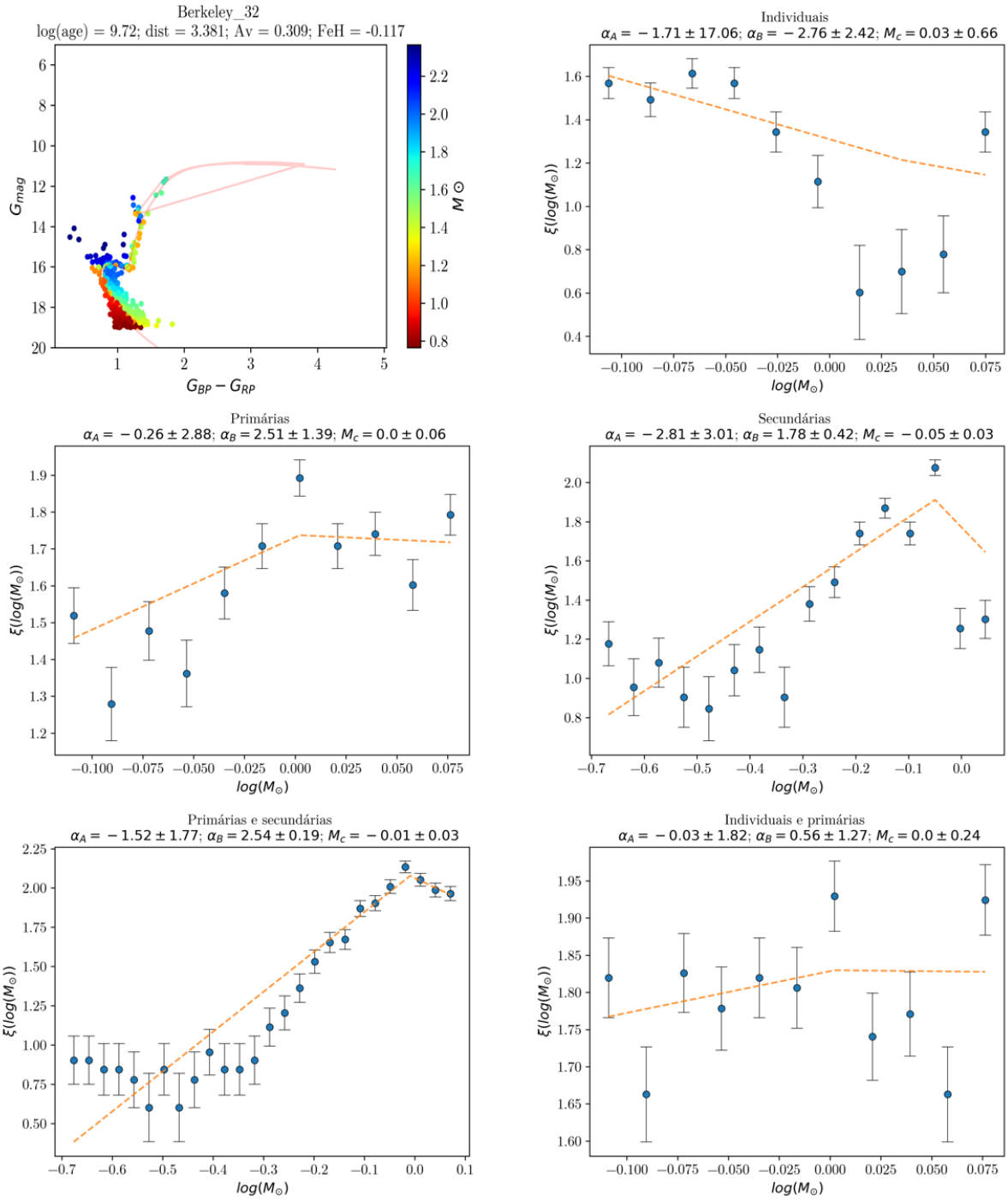


Figura 70 – FM detalhada para o aglomerado aberto Berkeley 32.

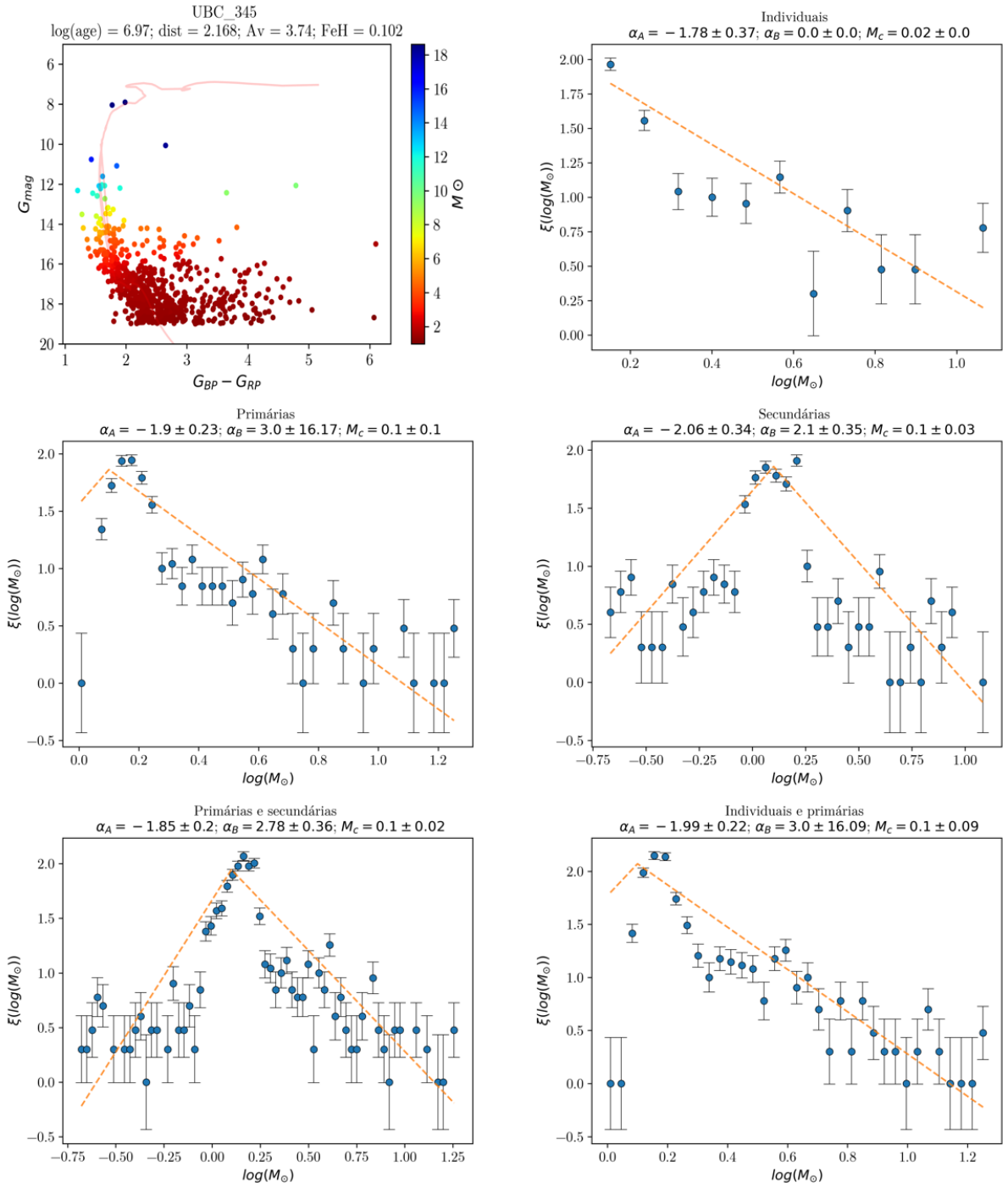


Figura 71 – FM detalhada para o aglomerado aberto UBC 345.

No aglomerado UPK 452 da figura 69 temos apenas 14 estrelas visíveis, sendo que destas, duas são sistemas binários segundo o método DMI. Devido ao baixo número de estrelas, qualquer análise acerca da sua distribuição de massa ou determinação da massa é totalmente imprecisa, inclusive para a FM integrada.

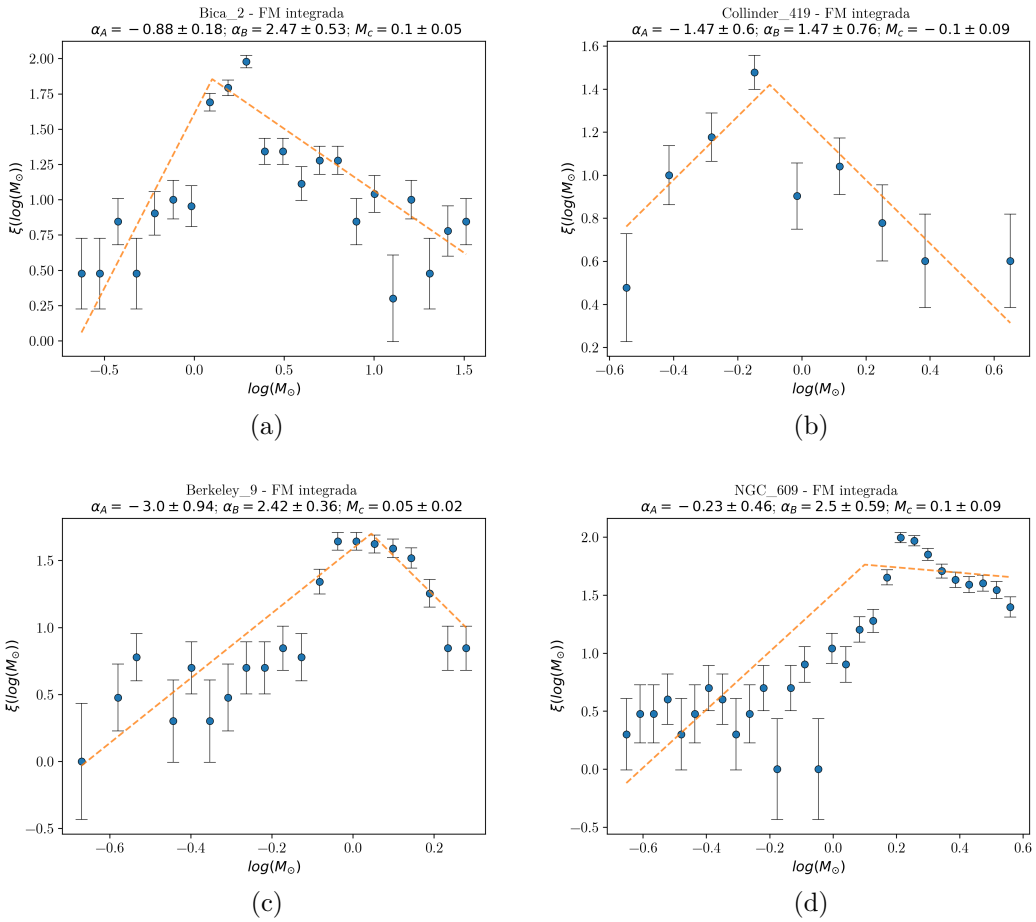
Na figura 70, Berkeley 32, temos um aglomerado velho por isso sua sequência principal é pouco definida devido à concentração de estrelas em torno de 18 magnitudes,

região na qual os erros fotométricos podem comprometer a amostra. Desta forma, notamos uma superestimação de estrelas de baixa massa, o que torna com aclividade negativa sua função de massa para as estrelas individuais. Esta configuração de ajuste pode resultar em uma extrapolação muito alta de massa não observada. Para este caso, encontramos uma massa total de $22586 \pm 2258\ M_{\odot}$ utilizando a MF detalhada, valor extrapolado além do esperado para um aglomerado de tal idade. Já a MF integrada nos retorna um valor mais realista de 1020 $M_{\odot}$, consequência da maior concentração de intervalos de massa para realizar o ajuste e a extrapolação.

Na figura 71 temos o aglomerado UBC 345, o qual notamos uma evidente contaminação de estrelas de campo, o que torna sua determinação de massa individual um problema, principalmente para as estrelas de baixa massa.

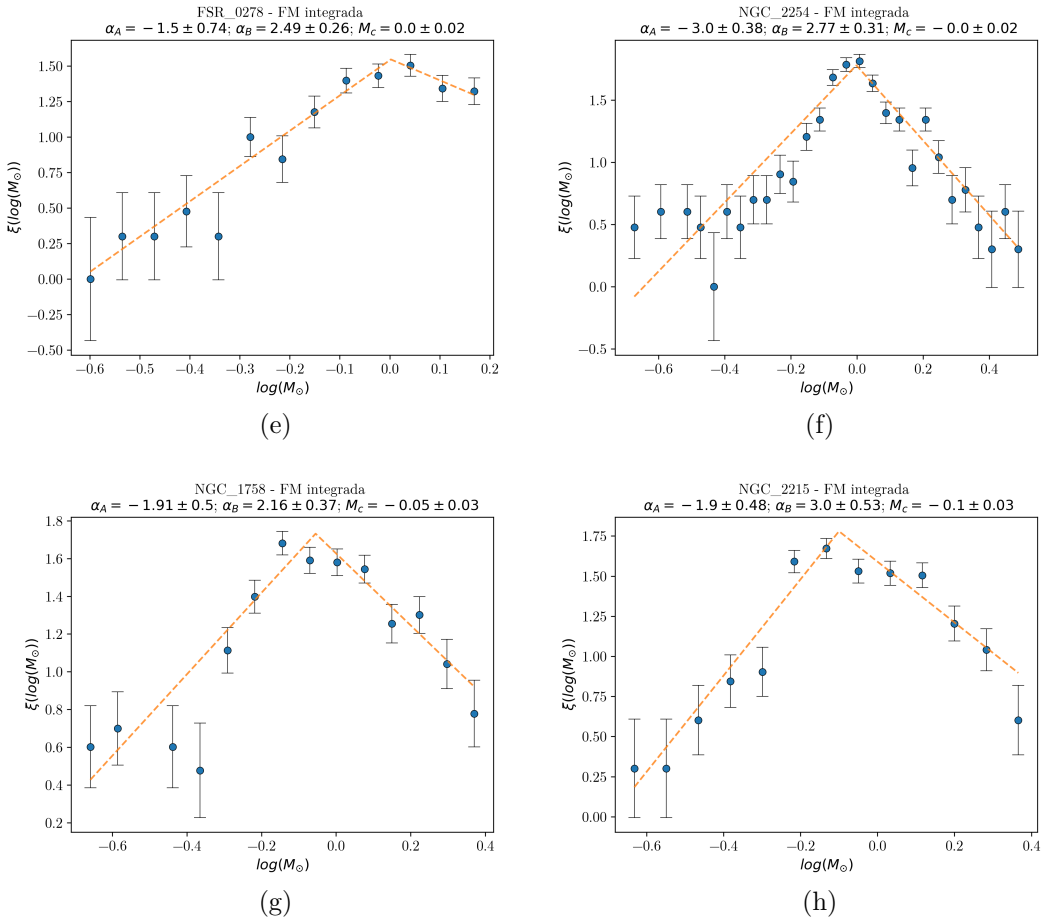
É importante ressaltar que todos os aglomerados que apresentam tais características citadas acima foram excluídos da nossa amostra principal.

Finalmente, a fim de exibir todos os resultados dos aglomerados discutido anteriormente − menos os de ajustes ruins − disponibilizamos suas funções de massa ajustadas utilizando a FM integrada na figura 71. Em seguida, na tabela 6, resumimos seus resultados com seus respectivos parâmetros fundamentais e a massa total determinada por ambos os métodos.



(a) (b)

(c) (d)



(e) (f)

(g) (h)

Figura 71 – Resultados dos ajustes para as funções de massa integrada.

Nome	log(age)	Dist. (kpc)	Av (mag)	FeH	$M_{total_{int}}$ ($M_\odot$)	$M_{total_{det}}$ ($M_\odot$)	Fração binárias (%)
NGC 2254	8.5	2.177	1.637	-0.117	441 ± 62	612 ± 61	51
NGC 1758	8.74	0.85	1.268	-0.018	270 ± 38	312 ± 31	41
NGC 2215	8.82	0.922	0.794	-0.048	232 ± 32	536 ± 53	48
Bica 2	6.6	1.588	4.86	0.059	1570 ± 220	1903 ± 190	81
Collinder 419	6.69	0.989	1.236	-0.044	99 ± 14	107 ± 10	32
Berkeley 9	9.15	1.586	2.965	-0.114	322 ± 45	568 ± 57	54
NGC 609	8.34	4.806	3.309	-0.136	1275 ± 178	3174 ± 318	52
FSR 0278	9.4	1.665	0.857	-0.117	165 ± 23	183 ± 18	78

Tabela 6 – A tabela está organizada na sequência em que foram apresentados os aglomerados abertos. Além dos parâmetros fundamentais e das frações de binárias, disponibilizamos a $M_{total_{det}}$ referente à massa total calculada utilizando FM detalhada e $M_{total_{int}}$ a integrada.

4.3 Comparações com outras determinações

Como discutido na introdução, (Piskunov et al., 2008) foi um dos primeiros trabalhos a determinar a massa total de diversos aglomerados abertos traçando perfis de King. Em um comparativo com as massas determinadas por nós, encontramos 59 aglomerados em comum, incluindo Plêiades, com uma massa de 3467 $M_{\odot}$ segundos os autores.

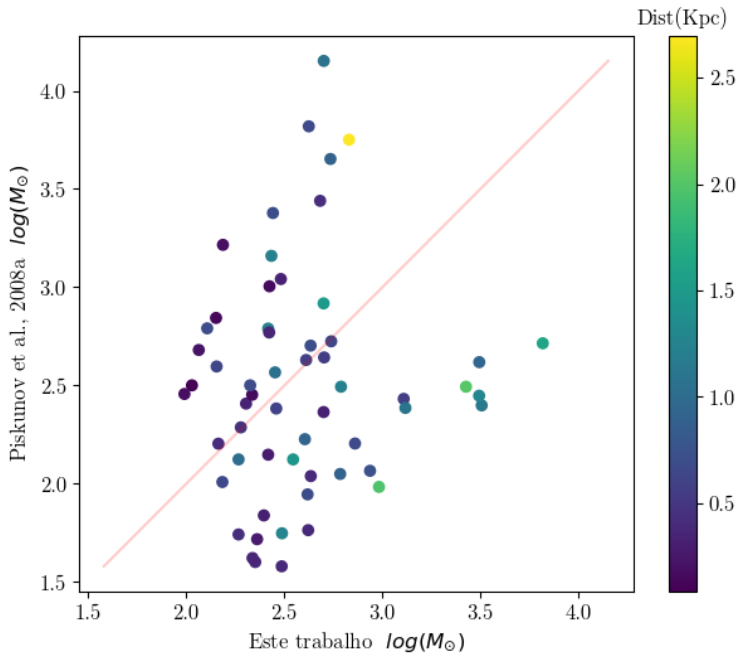


Figura 72 – Comparativo de massa total para 59 aglomerados abertos. No eixo x temos os valores encontrados neste trabalho, no eixo y os valores encontrados por (Piskunov et al., 2008)

Conforme a figura 72, os resultados encontrados pelos autores não apresentaram boa concordância com os nossos. Apenas 7 aglomerados abertos apresentaram valores próximos da margem erro dos nossos resultados, todos com a uma distância menor 1 kpc.

O trabalho de (Bonatto; Bica, 2005) utilizou a função de massa integrada e também aplicou a extrapolação para determinar as massas totais. Em conferência com os nossos resultados, encontramos os aglomerados NGC 6694, NGC 2287, NGC 2548, NGC 3680 e NGC 2682 em comum.

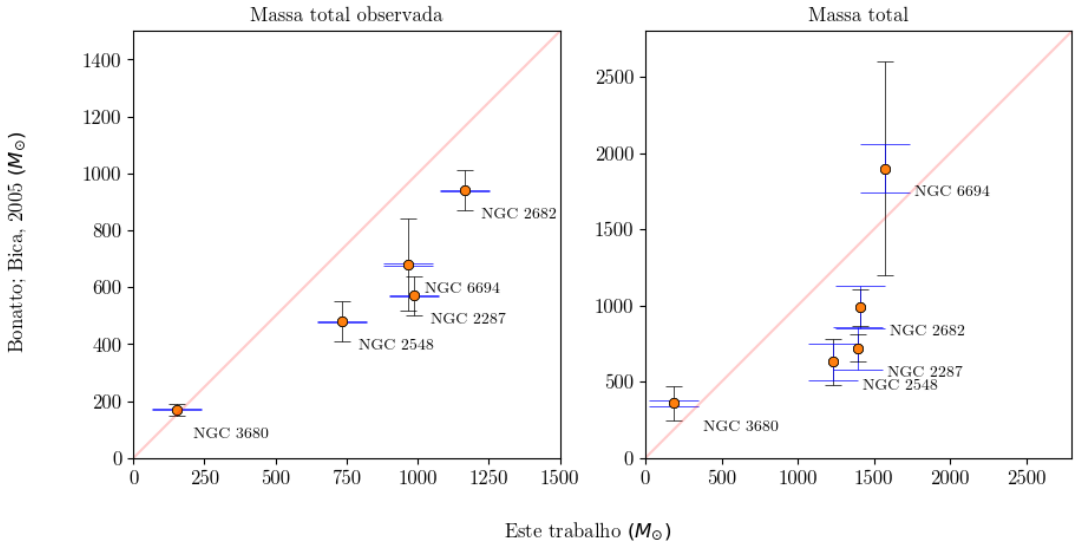


Figura 73 – Comparativo de massa total para os aglomerados abertos NGC 6694, NGC 2287, NGC 2548, NGC 3680 e NGC 2682. No eixo x temos os valores encontrados neste trabalho, no eixo y os valores encontrados por (Bonatto; Bica, 2005). As barras de erros referentes ao nosso trabalho estão na cor azul e a dos autores em preto.

A massa total observada dos autores advém da conversão da função de luminosidade em função de massa. Esperava-se que a massa total estimada usando fotometria 2MASS fosse menor se comparado com os dados do GAIA; verificamos na figura 73 que todos valores de massa visível estão abaixo dos considerados em nossa determinação. Os resultados de massa total com as suas extrapolações estão de acordo para NGC 3680 e NGC 6694, dentro da margem de erro.

Outros recentes resultados na literatura que determinaram as massas totais de aglomerados abertos são exibidos na tabela 7.

Nome	M_{total} $(M_\odot)$	M_{total} $(M_\odot)$ (este trabalho)	Referência
Haffner 14	595	1872 ± 187	(Bisht et al., 2020)
Haffner 17	763	1237 ± 123	
NGC 225	439	415 ± 46	(Yalyalieva et al., 2022)
Coin-Gaia 13	155 ± 2 170.5 ± 2.2	388 ± 39	(Bai et al., 2022)

Tabela 7 – Massas totais dos aglomerados abertos Haffner 14, Haffner 17, NGC 225 e Coin-Gia 13.

Em (Bisht et al., 2020), os autores usaram a integração da função de massa das estrelas membro. É verificável uma discrepância com os valores encontrados por nós e

isso se deve principalmente à diferença de parâmetros fundamentais. (Bisht et al., 2020) consideraram um log(age) = 8.5, distância de 4.8 kpc e um avermelhamento de 3.1 mag para Haffner 14, enquanto nós utilizamos um log(age) = 7.6, distância de 2.9 kpc e uma avermelhamento de 2.1 mag, essas diferenças influenciam consideravelmente nos valores da massa final. A mesma situação ocorre com Haffner 17, o parâmetro mais destoante é a distância, a qual consideramos 2.9 kpc e os autores 3.6 kpc.

Conforme a tabela 7, (Yalyalieva et al., 2022), em que foi utilizado o método de Monte Carlo para estimar a massa total, encontrou um valor de massa total próximo do encontrado por nós. Nesse trabalho também foi determinado a fração de binárias em 52%, relativamente próximo do valor encontrado por nós de 43%.

Por fim, o trabalho de (Bai et al., 2022) também utilizou a integração da função de massa das estrelas observadas para determinar a massa total, os parâmetros fundamentais estão de acordo com os utilizados por nós. Acreditamos que a diferença de massa está relacionada às estrelas binárias, pois os autores as desconsideram e nós determinamos que o sistema é formado por pelo menos 49% de estrelas binárias.

4.4 A massa dos aglomerados abertos no contexto da Galáxia

A distribuição 2D dos aglomerados abertos observados em nossa amostra, no plano do disco da Galáxia, é exibido conforme a figura 74. Os aglomerados conhecidos estão situados em uma pequena porção do plano galáctico a cerca de 4 kpc do Sol. A figura mostra os aglomerados com a cor dos pontos proporcional ao valor de massa total estimado e o tamanho proporcional ao erro. Os aglomerados jovens em geral são os mais massivos e consequentemente suas massas possuem um erro maior, explicando o que é observado na figura. É notável uma maior proporção de aglomerados próximo ao Sol, explicado pelo viés observacional. Na figura 74 não fica claro nenhum padrão em relação aos braços espirais, apesar de sabermos que aglomerados jovens ajudam a demarcar essas estruturas.

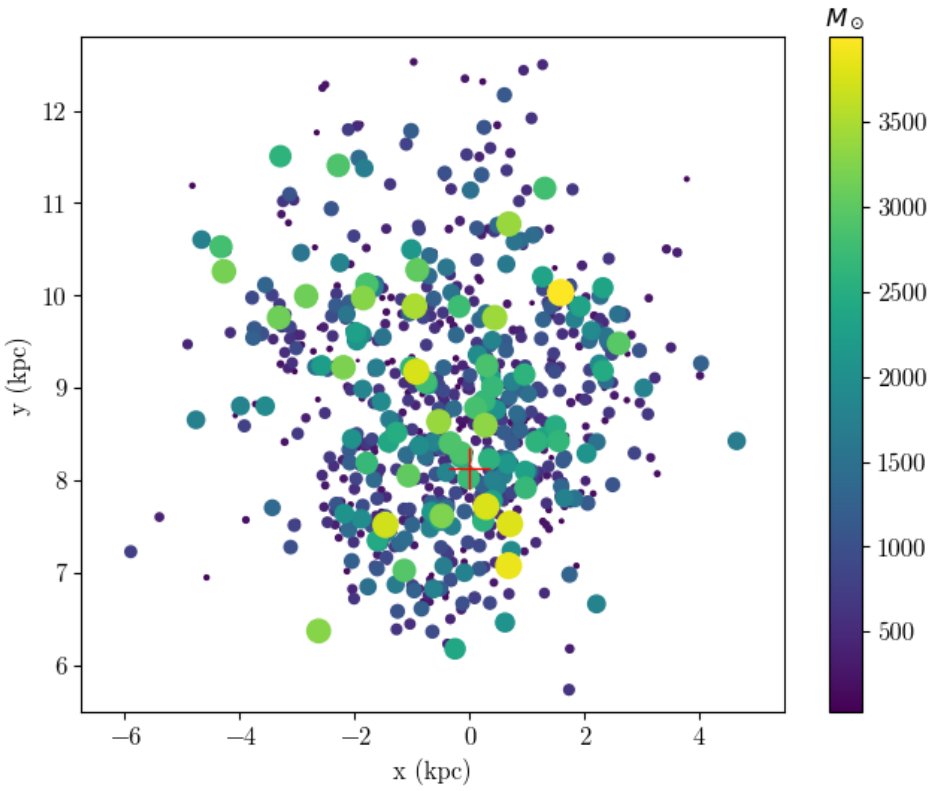


Figura 74 – Distribuição dos 895 aglomerados abertos no plano galáctico. São apresentados os aglomerados com massa total inferior a 4000 $M_\odot$. O Sol está referenciado com uma cruz vermelha nas coordenadas (0, 8,3) kpc e o centro galáctico está em (0,0). A velocidade angular vetorial é perpendicular ao plano x-y apontando na direção do papel. O tamanho dos pontos é proporcional ao erro.

Para realizar análises com esses resultados precisamos determinar o nível de completude de nossa amostra. Para tanto, obtivemos o histograma de detecções em função da distância ao Sol. Observando a figura 75 vemos que a completude da nossa amostra foi determinada em aproximadamente 1 kpc. Assim, para realizar interpretações com acurácia e evitar a introdução de viés nas análises, apresentaremos alguns resultados balizados por esta subamostra que inclui 230 aglomerados − tal filtro é aplicado quando necessário nos resultados a seguir.

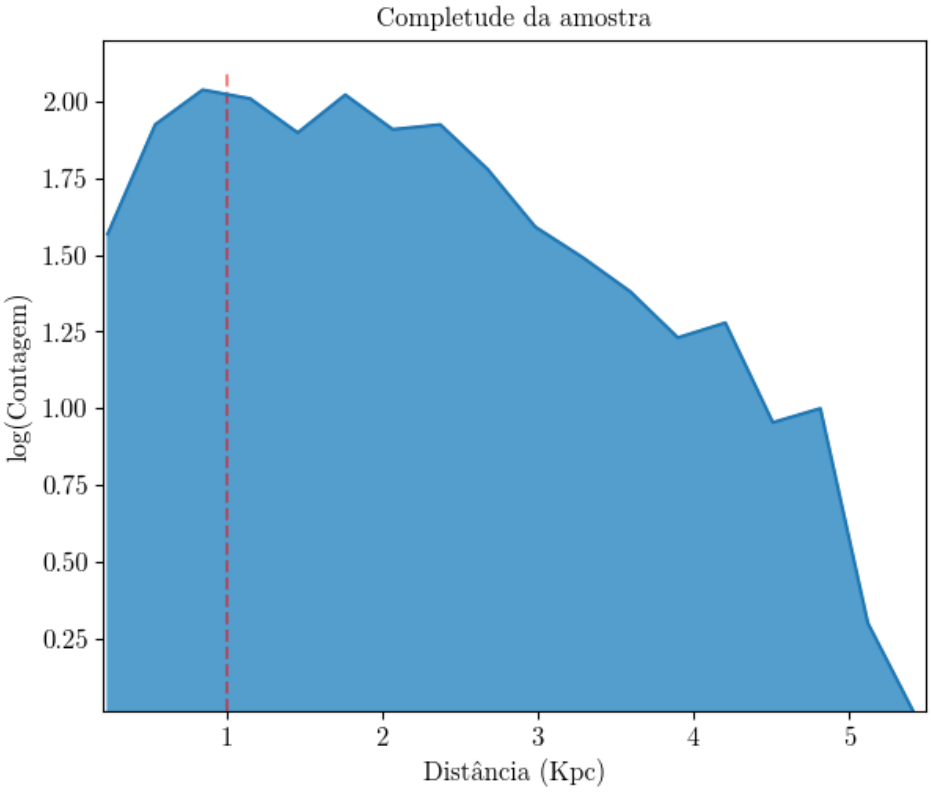


Figura 75 – Completude da amostra de aglomerados abertos.

Um dos primeiros resultados que avaliamos foi a distribuição de massas dos aglomerados abertos. A figura 76, para a amostra completa, nos revela uma massa total média de 335 $M_\odot$ com uma considerável variação, indo de $100M_\odot$ a $10000M_\odot$. A massa média encontrada está de acordo com massas típicas de aglomerados de idade intermédia de log(age) = 8.3.

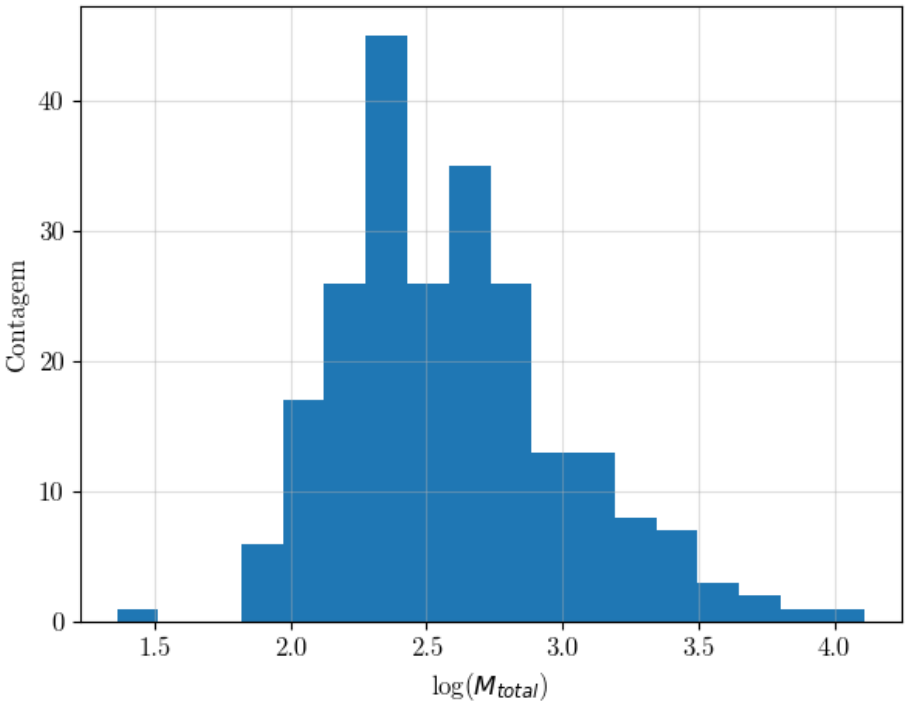


Figura 76 – Histograma da massa total de aglomerados abertos da subamostra de completude.

No trabalho de (Joshi et al., 2016), discutido na Introdução, os autores relacionaram o raio do aglomerado com sua massa total, conforme a figura 11; e a idade com a massa total, segundo a figura 12. A partir de nossos resultados pudemos investigar essas relações com uma amostra melhor e mais precisa.

Posto isso, a relação massa-raio diz respeito à evolução dinâmica da população estelar. Durante as fases iniciais, espera-se que os aglomerados sofram diversos choques dentro da nuvem molecular na qual se formam. Estes eventos proporcionam uma perda de massa e de tamanho do aglomerado. Segundo (Spitzer LYMAN, 1958), o tempo de relaxamento em que os encontros na nuvem molecular cessam dependem da densidade do aglomerado.

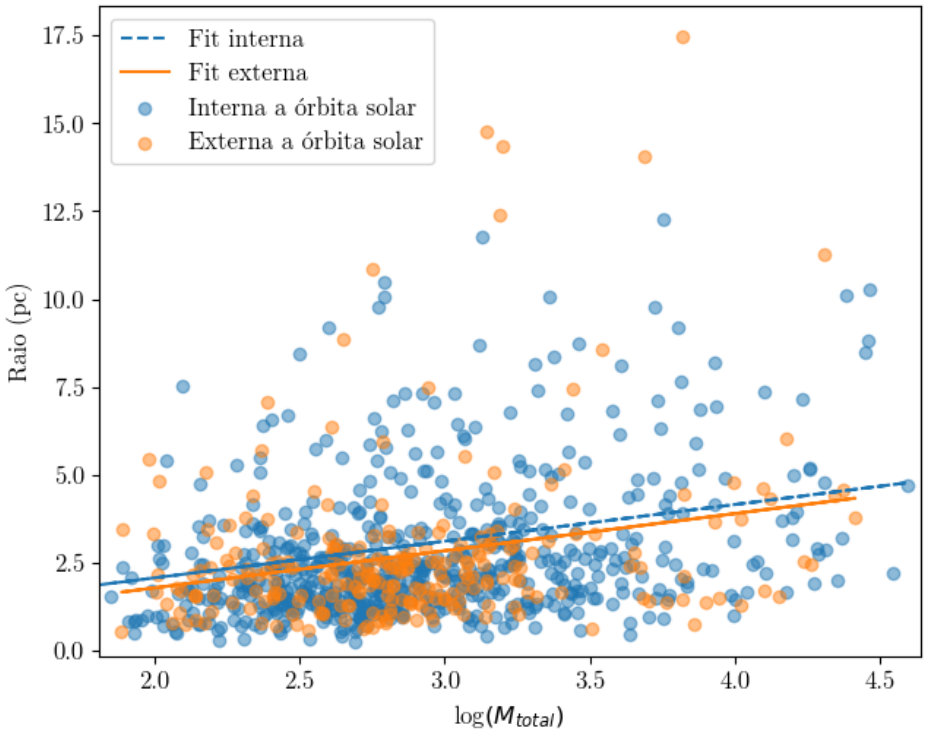


Figura 77 – Distribuição massa-raio para os aglomerados da subamostra. Os pontos em azul representam os aglomerados dentro da órbita solar, enquanto os pontos em laranja os aglomerados fora da órbita solar. As linhas representam os ajustes lineares para as óbitas interna e externa.

Utilizando toda nossa amostra, temos a figura 77. Os raios dos aglomerados adotados foram calculados de modo que este é o valor que inclui 50% das estrelas do sistema. Nossos resultados estão de acordo com algumas interpretações elucidadas por (Joshi et al., 2016). Como por exemplo, os aglomerados massivos com diâmetros pequenos aparentam não sobrevivem por muito tempo, pois se dissolvem com a evaporação de seus membros. Da mesma forma, os aglomerados menos massivos com diâmetro maiores também não sobrevivem por muito tempo, o que pode ser ocasionado pelas forças disruptivas de maré da Galáxia. E, assim como os autores, notamos uma correlação positiva entre massa total e raio do aglomerado.

Ao dividirmos a amostra em aglomerados dentro e fora da órbita solar, não notamos uma variação significativa entre as correlações determinadas pelos ajustes lineares, ou seja, aglomerados dentro da órbita solar não aparentam ter uma chance menor de sobreviver aos choques externos na direção do centro galáctico, como sugerido pelos os autores.

Outro aspecto interessante é a relação massa-idade, em que os nossos resultados estão apresentados na figura 78. Para esta relação, espera-se que os aglomerados abertos

percam o número de estrelas através da evolução estelar, dinâmica interna e forças externas como mencionado anteriormente, a medida que o aglomerado torna-se mais velho.

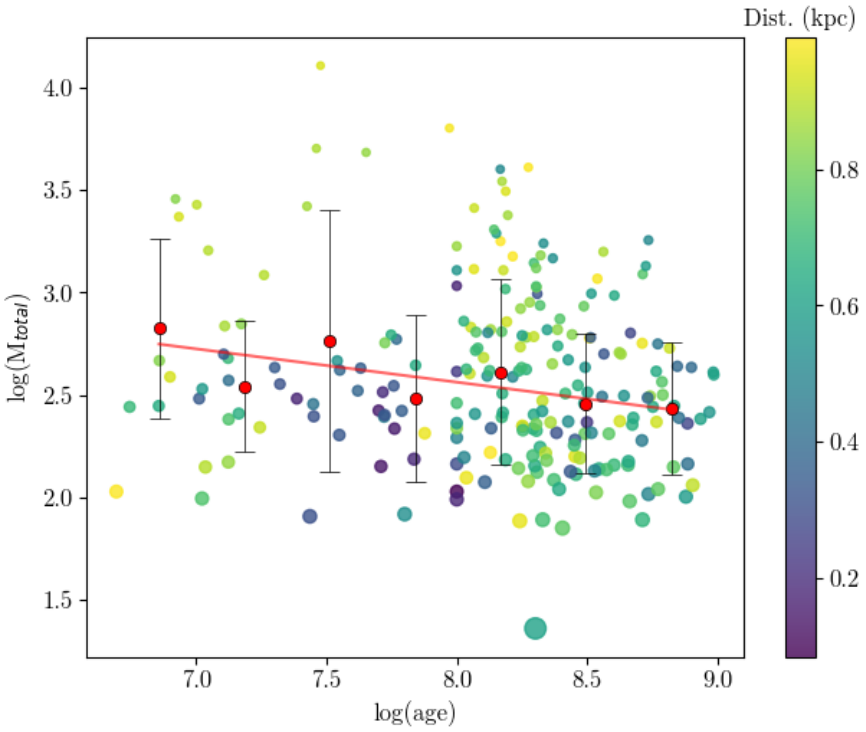


Figura 78 – Relação entre a massa total e a idade.

Para a relação massa-idade, optamos por utilizar nossa amostra com o filtro de completude. A figura 78 mostra os resultados das idades dos aglomerados no que concerne a massa total em escala logarítmica, onde os pontos em vermelho representam a média da massa em um intervalo de log(age) = 0.3 e barras de erros são calculadas segundo a variância dos valores no respectivo intervalo. É importante destacar que excluímos nesses resultados os aglomerados com idades maiores que log(age) = 9.0, pois se tratavam de uma quantidade muito pequena e consequentemente introduziriam um viés, gerando uma média artificialmente maior. Sendo assim, obtivemos a seguinte correlação:

$$log(M_{total}) = -0.16(\pm 0.06) log(age) + 3.86(\pm 0.50) \tag{4.1}$$

Verificamos com nossos resultados que os aglomerados mais jovens apresentam massa totais maiores e existe uma tendência de queda de acordo com o aumento da idade. O que era esperado, já que aglomerados jovens possuem uma maior proporção de estrelas de alta massa. Em comparação com os resultados de (Joshi et al., 2016), o mesmo encontrou um coeficiente angular de -0.36 e uma taxa de perda de massa $dM_{\odot}/d(age)$ para

o intervalo de idade 1-10 mega anos de 150 $M_{\odot}$. Nossos resultados indicam perda de massa menos intensa em relação aos valores encontrados pelos autores, no caso do coeficiente angular encontramos -0.16 e a derivada no mesmo intervalo de tempo nos retornou 48 $M_{\odot}$.

No mesmo sentido da evolução dinâmica dos aglomerados abertos, podemos construir um gráfico que caracterize o aumento da segregação de massa com a idade para nossa amostra de completude. Uma vez que quantificamos uma razão dos raios médios para populações de alta e baixa massa, como discutido nos resultados anteriores. Na figura 79 mostramos este resultado em que notamos que com o aumento da idade os aglomerados tendem a apresentar maior segregação de massa. Assim, determinamos a seguinte correlação entre a razão e a idade dos aglomerados:

$$R = -0.06(\pm 0.01) log(age) + 1.35(\pm 0.12) \tag{4.2}$$

Outro aspecto global que podemos analisar em nossa amostra é a distribuição de valores encontrados para os segmentos das funções de massa ajustados para a obtenção das massas totais. Os resultados para coeficientes de alta e baixa massa das funções de massas ajustadas em nossa amostra de completude é mostrado na figura 80, suas médias estão organizadas na tabela 8, conforme cada população.

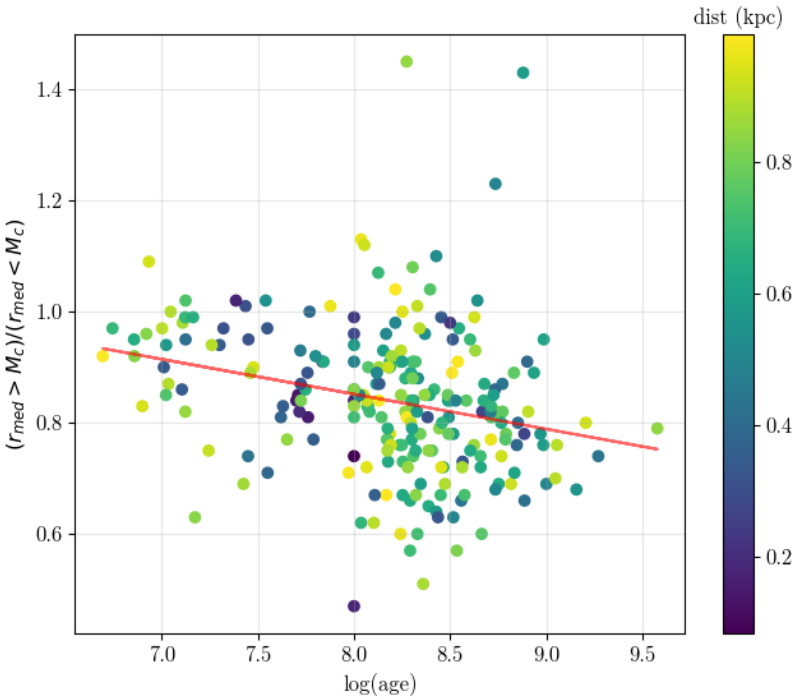


Figura 79 – Relação entre a razão dos raios médios e a idade.

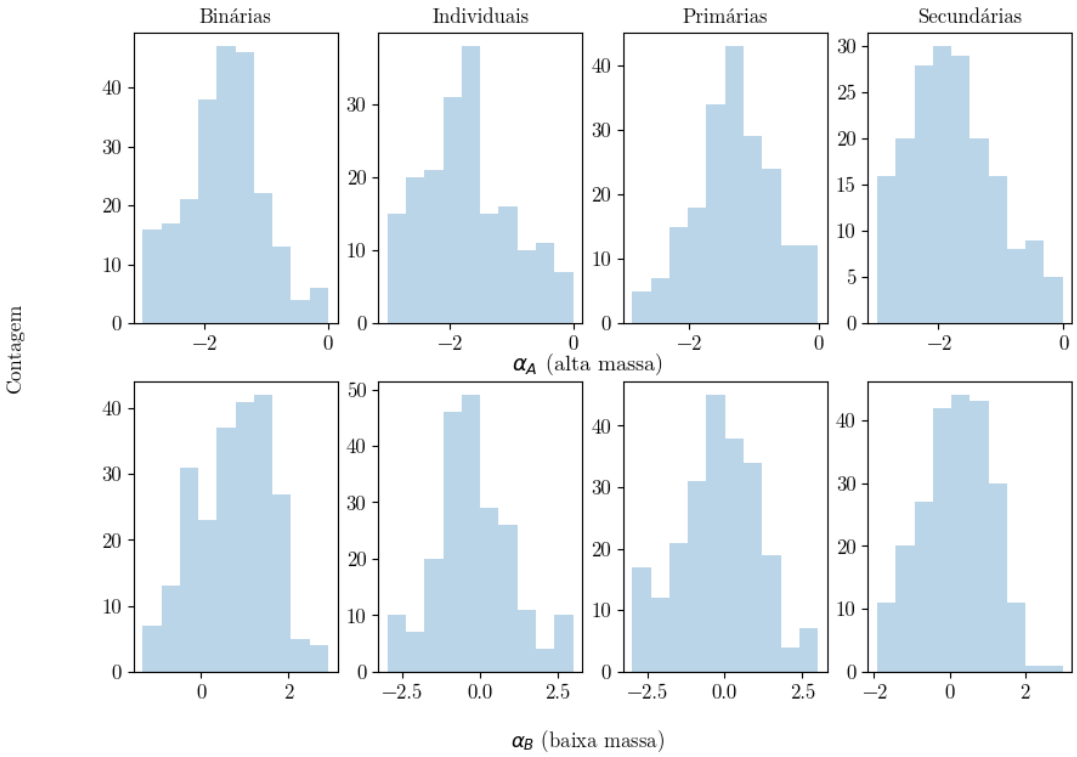


Figura 80 – Histogramas das inclinações de alta massa e baixa massa para as populações de estrelas binárias, individuais, primárias e secundárias.

	α_A	α_B
Binárias	-1.69 ± 0.41	$0.74 \pm .076$
Individuais	-1.71 ± 0.51	-0.19 ± 1.51
Primárias	-1.30 ± 0.35	-0.19 ± 1.67
Secundárias	-1.76 ± 0.48	0.17 ± 0.81

Tabela 8 – Médias dos coeficiente de α_A e α_B.

O trabalho de (Massey, 2011) demonstrou, dentro de incertezas realistas, estimativas da inclinação de alta massa para a FMI da Pequena Nuvem de Magalhães (SMC), Grande Nuvem de Magalhães (LMC) e Via Láctea. Os resultados mostram que todas são consistentes com o valor de Salpeter de -1.35. (Gunawardhana et al., 2011), a partir de uma amostra de mais de 40000 galáxias, determinou uma inclinação para o intervalo de 1,5 $< \alpha_A <$ 0,8. Nossos resultados apresentam variações semelhantes, apesar de não estarmos avaliando a FMI dos aglomerados. As variações apresentadas em α_A estão consistentes com o valor de FM de Salpeter considerando as incertezas.

Por fim, construímos a figura 81 que representa uma função de massa em que concatenamos todas as massas das estrelas observadas de todos os aglomerados determinadas

por nós. As massas das estrelas primárias e as secundárias foram somadas, configurando uma única massa. O resultado expressa a distribuição de massa dos aglomerados abertos na galáxia. Como esperado, temos uma maior proporção de estrelas de baixa massa, com um pico próximo de 1 $M_{\odot}$, enquanto a probabilidade de formar estrelas de alta massa é menor, inclusive suas barras de erros são maiores pela pouca amostragem de estrelas com massas maiores que até 10 $M_{\odot}$.

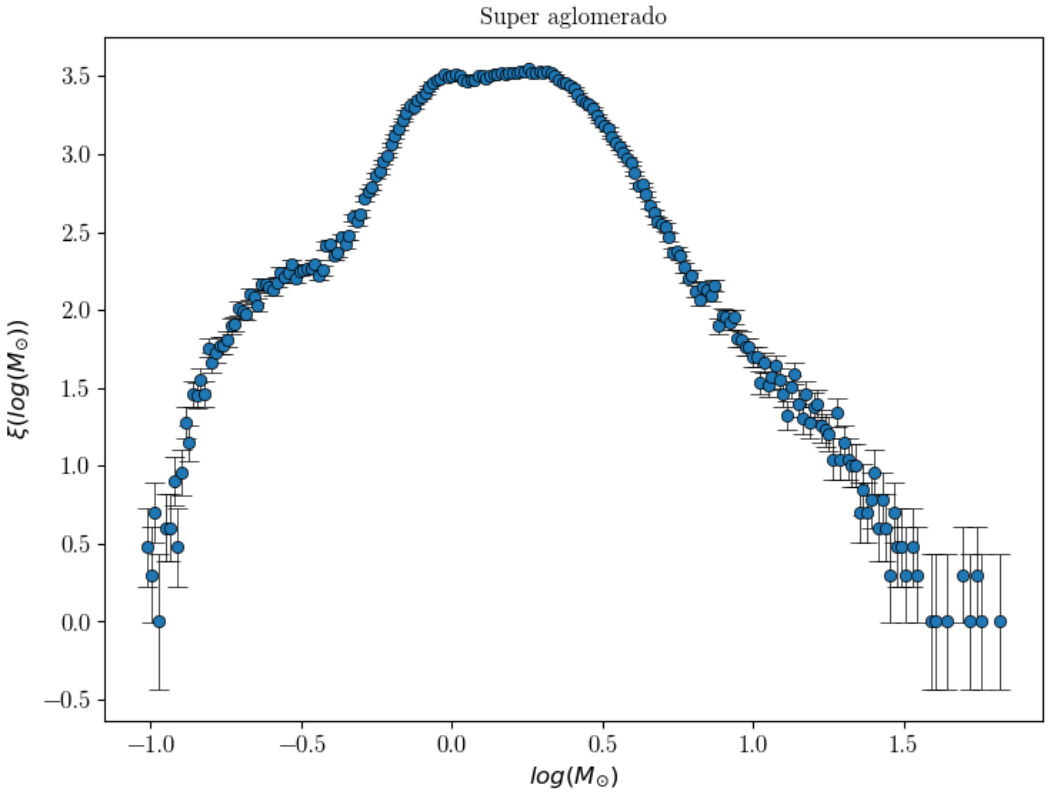


Figura 81 – Super aglomerado.

5 Conclusões

Neste trabalho apresentamos um novo método de determinação de massas individuais e o utilizamos para efetuar o cálculo das massas totais para uma amostra de 895 aglomerados abertos do catálogo (Dias et al., 2021) que tem como base os dados astrométricos e fotométricos do Gaia EDR3.

No desenvolvimento da nossa metodologia utilizamos essencialmente aglomerados sintéticos, o que possibilitou simular sistemas com características astrofísicas e observacionais predefinidas, nos quais incluíam os erros fotométricos do Gaia e uma fração de estrelas binárias. Testamos nesses aglomerados a recuperação das massas individuais e totais observadas, empregando a relação massa-luminosidade − método frequentemente utilizado na literatura − e também o nosso novo método. Acerca deste último, pudemos validá-lo e avaliar o seu desempenho, principalmente na recuperação de massas de estrelas de sistema binários, as quais o método tradicional desconsidera. Notemos que para essas populações de estrelas, nosso método recupera com eficiência as estrelas geradas e as mesmas são componentes significativos nas massas totais. Em relação às precisões, o método tradicional apresentou em média um erro de 20% na recuperação das massas totais em aglomerados de log(age) = 6.6 até 10.13 de diferentes avermelhamentos e distâncias, enquanto nas mesmas condições nosso método registrou um erro de 10%. Para o intervalo de log(age) = 6.6 e 8.5 nosso método cometeu um erro de aproximadamente 6%, implicando em boa performance nos aglomerados reais.

Uma consequência dos testes citados foi a possibilidade de explorar as limitações do nosso método. Concluímos que o mesmo apresenta dificuldade em determinar a massa de estrelas em regiões específicas do DCM, basicamente onde existem sobreposições da sequência principal com a região das estrelas binárias. Assim, as massas individuais são ora subestimadas, ora superestimadas. Outra limitação foi a detecção de estrelas binárias, a qual pode ser superestimada com o aumento da distância e o avermelhamento. Apesar disso, os dados gerais demonstraram bons resultados, proporcionando o cálculo da fração de binárias em todos os aglomerados da amostra.

Nos testes realizados para ambos os métodos, as massas totais observadas foram calculadas somando a massa das estrelas individuais dos aglomerados sintéticos. Contudo, também realizamos o cálculo da massa total por meio de dois métodos de integração: I) integração da função de massa, a qual contém todas as estrelas do aglomerado, método frequentemente utilizado na literatura e II) integração detalhada, que considera uma função de massa para cada população de estrelas dentro do aglomerado, sendo essas individuais, primárias e secundárias. Cada uma dessas funções de massas de diferentes populações

foram detectadas por nós com os resultados dos aglomerados reais, pois apresentaram inclinações e distribuições de massas diferentes da função de massa tradicional que considera toda a amostra de estrelas. Além disso, utilizamos o conceito de extrapolação de massa não observada em ambas integrações, visando estimar uma porção de massa referente às estrelas de baixa massa que não foram detectadas ou foram excluídas da amostra. Quantificamos os erros cometidos em aglomerados sintéticos os quais tinham uma porção de massa não observada. Destes testes, verificamos qual método de integração demonstrava mais eficiência. Os resultados mostraram que a FM integrada comete um erro de 14% e esse possui um aumento sistemático com o aumento da distância, enquanto a MF detalhada apresentou um erro de 10% sem nenhuma correlação com o aumento da distância ou outro parâmetro fundamental. No entanto, encontramos alguns valores irreais para as porções de massas não observadas resultantes das extrapolações, especialmente em aglomerados que não apresentavam uma quantidade significativa de estrelas na região de baixa massa, em razão da distância elevada, sobretudo em populações de estrelas individuais. Estes casos levaram a um ajuste não adequado da função de massa. Apesar disso, e excluindo estes casos pontuais de ajustes ruins, o método FM detalhada foi utilizado para calcular as massas totais da nossa amostra de aglomerados por apresentar o menor erro.

Com o método de integração decidido, enfim calculamos as massas totais dos aglomerados reais e nosso *benchmark* para validar os resultados foi o aglomerado aberto de Plêiades. Nosso valor de massa total de $843 \pm 84\ M_{\odot}$ apresentou boa concordância com outros resultados encontrados na literatura. Juntamente da determinação das massas individuais, que também está de acordo com os resultados do catálogo StarHorse (Anders et al., 2022). Sobre a identificação dos sistemas binários, encontramos uma fração de binários de 14% considerando toda a amostra de estrelas, geralmente os trabalhos sobre a binaridade de Plêiades se concentram em estrelas de baixa massa. Tal resultado encontrado corresponde ao valor de 17% calculado por (Torres, 2020) que também considerou toda sua amostra. Através das massas dos sistemas binários pudemos investigar a razão média de massa das estrelas secundárias em relação às suas estrelas primárias. Para esse valor, obtivemos uma fração de 72%, em acordo com valores encontrados na literatura.

Em relação a outros trabalhos na literatura que calculam as massas totais de aglomerados abertos, encontramos discordância com os valores encontrados por (Piskunov et al., 2007) que utilizou o perfil de King para estimar a massa. Notamos que muitos dos valores encontrados pelos autores ou subestima, ou superestima consideravelmente a massa total, neste caso, um exemplo de superestimação foi Plêiades. Já para o trabalho de (Bonatto; Bica, 2005), que também utilizou a extrapolação para estrelas não observadas, encontramos razoável concordância de massas totais nos aglomerados NGC 3680 e NGC 6694, os outros três aglomerados destoaram dos valores iniciais de massas observadas, influenciando na massa total final. No que se refere a trabalhos recentes, (Bisht et al.,

2020) utilizaram dados do Gaia, no entanto os parâmetros fundamentais diferem dos considerados por nós, esta configuração influencia consideravelmente na estimativa das massas totais e individuais destes sistemas, por isso não apresentou acordo com os valores encontrados neste trabalho para Haffner 14 e 17. Advindo dos trabalhos de (Yalyalieva et al., 2022) e (Bai et al., 2022), que também utilizaram dados do Gaia, os valores estão próximos dos encontrados por nós para NGC 225 e Coin-Gaia 13, respectivamente.

Sobre a produção científica, percebemos uma escassa literatura em relação às massas totais e à fração de binárias dos aglomerados abertos. Por isso, com a nossa amostra, proporcionamos e discutimos resultados para diferentes tipos de aglomerados como jovens e suas altas concentrações de massa; velhos com sua baixa concentração de massa; aglomerados distantes e próximos e também os aglomerados de alta e baixa fração de estrelas binárias. Com essa diversidade de aglomerados abertos e suas massas, criamos uma subamostra de completude para investigar seu contexto na galáxia. Verificamos que a maioria dos aglomerados da nossa galáxia são de idade intermediária e possuem uma massa média de 350 $M_{\odot}$. Em comparação com o trabalho de (Joshi et al., 2016), não notamos uma probabilidade menor dos aglomerados sobreviverem dentro da órbita solar, como sugerido pelos autores. Porém, concordamos que com o aumento da idade, os aglomerados perdem parte das suas massas totais e acrescentamos a isso que a segregação de massa aumenta com a idade.

Por fim, realizamos uma média das inclinações de alta e baixa massa para as populações de estrelas binárias, individuais, primárias e secundárias. Encontramos que os valores médios das inclinações estão próximos do valor original encontrado por Salpeter medido para Galáxia. Os coeficientes médios de baixa massa parecem diferir para cada população estelar. E, para finalizar, apresentamos o "super aglomerado aberto", um gráfico que exibe a distribuição de massa considerando como dados todas as estrelas de todos os aglomerados da nossa amostra.

5.0.1 Perspectivas futuras

Os resultados que obtivemos nos indicam diversas perspectivas futuras, por exemplo: explorar em mais detalhes as funções de massas das estrelas binárias, fato que ainda não foi apresentado em detalhes na literatura; determinar uma razão média para as massas das estrelas secundárias, o que pode elucidar futuras investigações sobre o processo de formação destes sistemas; estudar o relaxamento dinâmico dos aglomerados e comparar com a idade e demais parâmetros fundamentais. Além disso, pretendemos atualizar nossos resultados de determinação de massas totais e individuais com a última versão de dados DR3 do Gaia, lançado no dia 13 de junho de 2022 e, assim, continuar aprimorando o método de determinação de massa.

Apêndices

APÊNDICE A – Resultados da amostra

Nome	Dist.	Idade	FeH	Av.	M_{obs}	M_{tot}	Fração$_{bin}$	R_{med}
ASCC 10	0.642	8.292	0.004	0.793	148	217 ± 22	0.36	0.66
ASCC 105	0.552	8.117	-0.252	0.765	228	392 ± 39	0.74	0.87
ASCC 107	0.847	7.652	0.253	1.463	188	4831 ± 483	0.75	0.77
ASCC 108	1.157	8.241	-0.097	0.655	804	1548 ± 155	0.49	0.95
ASCC 11	0.826	8.443	-0.121	0.975	447	624 ± 62	0.45	0.79
ASCC 110	1.751	8.695	0.151	1.356	334	9831 ± 983	0.54	0.93
ASCC 113	0.558	8.493	0.001	0.245	333	432 ± 43	0.32	0.81
ASCC 114	0.9	8.103	0.059	1.208	328	482 ± 48	0.66	0.62
ASCC 115	0.747	8.308	0.049	0.907	103	133 ± 13	0.49	0.74
ASCC 12	1.014	8.496	-0.112	1.009	225	346 ± 35	0.4	1.05
ASCC 127	0.332	7.549	-0.005	0.575	155	202 ± 20	0.34	0.97
ASCC 128	0.644	8.388	-0.052	0.681	161	549 ± 55	0.39	0.65
ASCC 13	1.08	8.134	-0.12	0.882	437	5667 ± 567	0.58	0.72
ASCC 16	0.342	7.301	0.18	0.038	368	431 ± 43	0.34	0.94
ASCC 21	0.339	7.011	-0.118	0.283	240	304 ± 30	0.23	0.9
ASCC 23	0.604	8.489	-0.069	0.376	191	288 ± 29	0.43	0.84
ASCC 29	0.988	8.129	-0.077	0.245	116	166 ± 17	0.36	0.84
ASCC 30	1.054	8.284	-0.115	0.662	232	941 ± 94	0.36	0.71
ASCC 41	0.292	8.0	-0.036	0.01	108	146 ± 15	0.2	0.96
ASCC 67	1.878	7.933	0.122	0.826	667	876 ± 88	0.49	0.82
ASCC 71	1.236	8.071	-0.069	1.001	277	407 ± 41	0.44	0.81
ASCC 77	1.079	8.162	0.124	0.824	383	503 ± 50	0.62	0.71
ASCC 85	0.847	8.267	0.056	0.747	320	606 ± 61	0.42	0.82
ASCC 9	2.119	7.265	-0.106	2.579	1580	2283 ± 228	0.54	0.74
ASCC 97	0.561	8.07	0.075	1.508	213	256 ± 26	0.47	0.83
Alessi 10	0.434	8.558	0.049	0.445	86	311 ± 31	0.38	0.66
Alessi 12	0.534	8.369	0.003	0.272	365	1471 ± 147	0.35	0.96
Alessi 17	4.021	8.608	-0.215	1.37	175	330 ± 33	0.51	3.67
Alessi 2	0.602	8.502	-0.086	0.923	259	326 ± 33	0.43	0.84
Alessi 21	0.557	8.0	-0.048	0.372	287	1286 ± 129	0.47	0.86
Alessi 3	0.272	8.886	0.013	0.121	167	230 ± 23	0.36	0.78
Alessi 37	0.698	8.417	-0.009	0.647	244	322 ± 32	0.45	0.86
Alessi 6	0.859	8.624	-0.191	1.225	401	510 ± 51	0.51	0.76
Alessi 62	0.607	8.936	0.035	0.864	214	242 ± 24	0.52	0.89
Alessi 8	0.65	8.32	-0.051	0.335	103	176 ± 18	0.43	0.75
Alessi Teutsch 11	0.638	8.253	0.024	0.257	172	222 ± 22	0.38	0.67
Alessi Teutsch 3	0.684	8.173	-0.039	0.744	154	247 ± 25	0.35	0.77
Antalova 2	1.184	6.76	0.019	1.336	87	124 ± 12	0.51	0.94
BDSB96	1.083	6.685	0.003	1.13	131	198 ± 20	0.51	0.78
BH 164	0.399	7.769	-0.003	0.422	308	592 ± 59	0.35	1.0
BH 19	3.632	8.439	-0.119	2.496	250	694 ± 69	0.57	

BH 200	2.038	7.416	0.13	2.596	529	1150 ± 115	0.41	0.8
BH 205	1.616	6.78	0.148	1.445	1237	17321 ± 1732	0.56	0.87
BH 23	0.432	7.449	-0.013	0.141	153	286 ± 29	0.42	0.74
BH 55	3.601	8.995	-0.117	2.203	343	909 ± 91	0.54	
BH 56	0.876	7.109	-0.156	0.841	355	687 ± 69	0.56	0.98
BH 85	5.46	9.537	-0.062	1.322	296	959 ± 96	0.73	
BH 87	2.041	7.389	0.027	1.942	585	3775 ± 378	0.52	1.05
BH 90	2.384	7.696	0.01	1.979	467	607 ± 61	0.59	0.97
BH 92	2.301	7.449	-0.009	1.897	175	310 ± 31	0.47	0.93
Basel 10	1.757	7.876	0.013	2.274	117	438 ± 44	0.52	0.95
Basel 11a	1.317	8.036	-0.126	0.582	202	283 ± 28	0.45	0.74
Basel 11b	1.66	8.456	-0.093	1.918	206	539 ± 54	0.52	0.75
Basel 17	2.118	7.913	0.016	0.781	366	13177 ± 1318	0.53	0.72
Basel 18	1.722	7.381	0.094	1.154	231	1202 ± 120	0.58	0.76
Basel 4	2.842	8.25	-0.116	1.794	263	298 ± 30	0.41	0.79
Basel 8	1.479	8.166	0.001	0.946	277	8521 ± 852	0.49	0.76
Berkeley 1	3.541	8.179	-0.141	2.05	244	537 ± 54	0.74	
Berkeley 10	2.093	8.895	-0.116	2.649	469	5910 ± 591	0.59	1.08
Berkeley 11	2.436	7.794	-0.15	2.75	359	596 ± 60	0.6	0.51
Berkeley 13	3.168	8.842	-0.245	2.394	548	1734 ± 173	0.55	
Berkeley 14	4.386	9.447	-0.3	1.776	530	1077 ± 108	0.78	0.5
Berkeley 15	2.14	7.468	-0.138	2.856	452	577 ± 58	0.52	0.6
Berkeley 17	3.017	9.835	-0.193	1.985	828	2573 ± 257	0.89	0.8
Berkeley 2	6.861	8.881	-0.167	2.609	547	1664 ± 166	0.71	
Berkeley 23	4.362	9.306	-0.25	1.078	293	22537 ± 2254	0.54	0.87
Berkeley 24	4.637	9.148	-0.296	2.336	868	2263 ± 226	0.69	
Berkeley 27	4.032	9.419	-0.207	1.307	242	2372 ± 237	0.71	0.91
Berkeley 28	3.585	8.525	-0.257	2.122	286	630 ± 63	0.67	
Berkeley 30	4.091	8.642	-0.199	1.596	390	866 ± 87	0.59	
Berkeley 33	4.607	8.456	-0.211	2.081	628	1443 ± 144	0.48	
Berkeley 35	4.73	9.093	-0.113	0.286	480	5748 ± 575	0.51	0.76
Berkeley 36	4.185	9.68	-0.174	1.996	654	6856 ± 686	0.82	1.05
Berkeley 37	4.396	8.996	-0.222	0.288	407	5708 ± 571	0.45	0.71
Berkeley 4	2.698	7.109	-0.134	2.331	414	677 ± 68	0.48	
Berkeley 44	2.751	9.113	0.039	3.42	804	1741 ± 174	0.61	
Berkeley 47	2.182	7.131	0.175	3.931	412	592 ± 59	0.63	
Berkeley 6	2.448	7.562	-0.114	2.447	500	824 ± 82	0.63	0.9
Berkeley 60	3.06	8.583	-0.179	2.647	329	532 ± 53	0.54	
Berkeley 61	2.718	7.926	-0.115	2.54	171	343 ± 34	0.61	
Berkeley 62	2.629	7.274	-0.127	2.502	1186	2084 ± 208	0.58	0.65
Berkeley 68	2.855	9.269	-0.169	2.028	780	1406 ± 141	0.54	0.76
Berkeley 69	2.857	8.987	-0.212	2.102	307	519 ± 52	0.66	1.29
Berkeley 7	2.433	7.576	-0.058	2.204	400	476 ± 48	0.67	0.68
Berkeley 70	4.254	9.278	-0.289	1.976	687	1750 ± 175	0.68	
Berkeley 71	3.207	8.796	-0.124	3.116	450	1165 ± 116	0.42	
Berkeley 73	5.947	9.307	-0.342	1.041	166	494 ± 49	0.47	
Berkeley 77	3.753	8.884	-0.175	0.565	202	546 ± 55	0.43	0.72

Berkeley 78	4.782	9.589	-0.117	0.099	340	2199 ± 220	0.72	0.71
Berkeley 8	3.013	9.527	-0.175	2.209	718	35085 ± 3508	0.74	0.88
Berkeley 81	3.096	8.898	0.139	3.15	799	1824 ± 182	0.68	
Berkeley 86	1.637	6.869	-0.051	2.689	379	654 ± 65	0.67	0.9
Berkeley 87	1.665	6.915	0.051	3.971	1285	1707 ± 171	0.64	
Berkeley 9	1.586	9.155	-0.114	2.965	322	568 ± 57	0.54	0.71
Berkeley 94	3.742	7.11	-0.117	1.982	370	576 ± 58	0.54	
Berkeley 96	3.327	7.183	-0.087	1.878	252	448 ± 45	0.59	
Berkeley 97	2.601	7.176	-0.095	2.614	284	527 ± 53	0.6	
Bica 2	1.588	6.673	0.059	4.486	1570	1903 ± 190	0.82	
Biurakan 2	1.727	6.907	0.027	1.42	415	1407 ± 141	0.67	0.86
Blanco 1	0.234	8.0	-0.024	0.01	294	412 ± 41	0.17	0.99
Bochum 3	2.165	8.402	-0.099	0.735	168	1531 ± 153	0.45	0.82
Bochum 4	1.263	8.244	-0.08	0.751	81	106 ± 11	0.41	0.71
COIN-Gaia 1	0.631	8.296	0.004	1.671	182	254 ± 25	0.52	0.89
COIN-Gaia 10	0.994	8.168	-0.082	1.514	106	1782 ± 178	0.63	0.67
COIN-Gaia 11	0.638	8.753	-0.001	1.876	249	277 ± 28	0.66	0.69
COIN-Gaia 12	0.923	8.767	-0.081	0.516	160	234 ± 23	0.33	0.74
COIN-Gaia 13	0.5	8.215	-0.092	0.393	283	388 ± 39	0.49	0.98
COIN-Gaia 15	1.139	7.986	-0.012	1.628	295	475 ± 48	0.48	0.89
COIN-Gaia 17	1.057	8.125	-0.142	1.438	205	343 ± 34	0.48	0.66
COIN-Gaia 18	0.987	8.275	-0.093	1.147	164	4085 ± 408	0.41	0.81
COIN-Gaia 19	1.195	8.506	-0.037	0.956	176	252 ± 25	0.44	0.83
COIN-Gaia 20	1.024	8.254	-0.128	1.081	155	294 ± 29	0.44	0.68
COIN-Gaia 21	1.34	7.238	-0.029	1.502	148	2869 ± 287	0.54	0.7
COIN-Gaia 22	1.767	8.322	-0.067	1.284	218	389 ± 39	0.39	0.64
COIN-Gaia 23	0.91	8.329	-0.068	0.737	172	297 ± 30	0.54	1.01
COIN-Gaia 24	0.953	8.252	-0.082	1.107	152	224 ± 22	0.49	1.0
COIN-Gaia 25	0.787	8.791	-0.046	0.66	235	317 ± 32	0.41	0.78
COIN-Gaia 26	1.309	8.148	-0.025	1.746	218	424 ± 42	0.35	0.71
COIN-Gaia 27	1.057	8.618	-0.154	1.758	202	295 ± 30	0.57	0.63
COIN-Gaia 28	1.49	7.953	-0.105	1.071	324	373 ± 37	0.36	0.82
COIN-Gaia 3	1.151	8.022	0.251	1.97	224	454 ± 45	0.61	0.71
COIN-Gaia 30	0.712	8.254	-0.072	1.683	180	213 ± 21	0.66	0.73
COIN-Gaia 32	1.209	8.211	-0.121	1.674	68	1547 ± 155	0.64	0.6
COIN-Gaia 34	0.969	7.877	0.029	1.938	43	206 ± 21	0.64	1.01
COIN-Gaia 35	2.423	7.745	-0.099	2.826	238	423 ± 42	0.75	
COIN-Gaia 37	0.966	8.037	0.046	1.962	106	125 ± 12	0.7	1.13
COIN-Gaia 38	1.105	8.43	0.237	2.02	203	330 ± 33	0.56	0.78
COIN-Gaia 40	1.872	7.933	-0.122	1.141	97	128 ± 13	0.48	0.62
COIN-Gaia 7	1.349	8.031	0.002	1.718	168	4441 ± 444	0.4	0.8
COIN-Gaia 8	0.709	8.658	-0.025	0.64	123	144 ± 14	0.42	0.74
COIN-Gaia 9	0.848	8.274	0.0	1.222	102	120 ± 12	0.44	1.45
Collinder 115	1.852	8.149	-0.088	1.153	671	19255 ± 1926	0.54	0.79
Collinder 140	0.378	7.62	-0.005	0.194	229	332 ± 33	0.26	0.81
Collinder 185	1.442	8.036	-0.031	0.757	152	193 ± 19	0.47	0.68
Collinder 205	1.65	6.788	0.024	2.561	308	363 ± 36	0.69	5.68

Collinder 258	1.21	8.168	-0.039	0.793	285	700 ± 70	0.47	0.74
Collinder 268	2.525	7.976	0.077	1.65	193	288 ± 29	0.55	0.78
Collinder 269	1.617	8.585	0.013	0.998	271	8519 ± 852	0.47	0.74
Collinder 272	2.038	7.47	0.13	1.54	1133	1736 ± 174	0.52	0.78
Collinder 277	1.568	8.942	0.026	0.952	601	1172 ± 117	0.59	0.65
Collinder 292	1.747	7.941	0.185	1.574	563	21951 ± 2195	0.44	0.69
Collinder 307	1.704	8.151	0.171	2.588	490	1054 ± 105	0.52	0.81
Collinder 338	0.642	8.3	0.066	0.713	121	143 ± 14	0.41	0.77
Collinder 394	0.705	8.081	0.055	0.888	487	536 ± 54	0.45	0.82
Collinder 419	0.989	6.693	-0.044	1.236	97	107 ± 11	0.32	0.92
Collinder 421	1.148	7.853	0.051	2.445	525	667 ± 67	0.62	0.89
Collinder 74	2.261	9.222	-0.1	1.47	264	8290 ± 829	0.55	0.9
Collinder 95	0.649	6.856	-0.111	0.911	205	280 ± 28	0.39	0.95
Czernik 1	2.693	7.227	-0.079	2.394	107	204 ± 20	0.38	
Czernik 13	2.82	7.978	-0.163	2.201	469	854 ± 85	0.47	0.96
Czernik 16	2.291	8.403	-0.111	2.941	246	438 ± 44	0.57	
Czernik 19	2.117	8.176	-0.133	2.153	353	2423 ± 242	0.55	0.79
Czernik 2	1.759	8.545	0.037	1.791	236	296 ± 30	0.64	0.7
Czernik 21	3.576	8.95	-0.258	3.297	573	1765 ± 176	0.51	
Czernik 23	3.226	8.481	-0.192	1.794	351	791 ± 79	0.58	0.91
Czernik 24	3.012	9.47	-0.241	2.059	207	287 ± 29	0.64	1.03
Czernik 27	4.062	9.103	-0.162	0.387	218	3381 ± 338	0.58	0.69
Czernik 31	2.783	7.471	-0.15	1.718	353	561 ± 56	0.58	0.89
Czernik 32	3.626	9.083	-0.187	2.755	633	1436 ± 144	0.65	
Czernik 43	2.276	7.939	-0.094	2.054	328	1308 ± 131	0.64	0.89
Czernik 5	3.207	8.35	-0.174	3.177	358	765 ± 76	0.54	
Czernik 6	2.43	7.363	-0.099	1.576	159	662 ± 66	0.62	0.51
Czernik 8	2.534	7.732	-0.112	2.993	247	493 ± 49	0.57	
Czernik 9	2.512	8.54	-0.146	3.278	230	435 ± 44	0.67	
DBSB 7	2.153	7.387	-0.098	2.063	610	6521 ± 652	0.47	0.99
Dias 5	1.264	6.715	0.064	1.537	424	2525 ± 252	0.45	1.1
Dolidze 3	1.894	6.999	0.009	2.266	379	499 ± 50	0.62	0.66
Dolidze 5	1.984	7.348	0.074	2.669	622	1193 ± 119	0.53	0.92
ESO 130 06	0.795	8.237	0.014	0.514	122	139 ± 14	0.41	0.91
ESO 130 08	1.295	8.179	-0.018	1.24	323	568 ± 57	0.57	0.93
ESO 130 13	2.202	7.722	0.068	1.619	445	563 ± 56	0.53	0.59
ESO 166 04	1.074	8.275	-0.12	0.69	73	86 ± 9	0.64	0.73
ESO 332 13	1.562	6.796	0.152	1.42	297	10525 ± 1052	0.49	1.01
ESO 368 11	1.991	8.683	-0.006	1.769	266	666 ± 67	0.52	1.03
FSR 0198	1.843	6.86	0.103	2.901	422	614 ± 61	0.66	
FSR 0224	1.653	6.722	0.04	3.284	126	167 ± 17	0.7	
FSR 0236	1.551	6.904	0.134	3.813	476	624 ± 62	0.75	
FSR 0241	2.06	9.08	-0.031	1.32	276	9909 ± 991	0.52	0.74
FSR 0278	1.665	9.403	-0.017	0.857	165	183 ± 18	0.78	1.03
FSR 0282	3.153	8.595	0.008	4.121	607	1447 ± 145	0.64	
FSR 0342	2.468	8.981	-0.074	1.666	812	23215 ± 2322	0.53	0.67
FSR 0357	4.15	7.43	-0.14	1.752	240	407 ± 41	0.52	

FSR 0377	3.502	7.0	-0.2	2.204	210	337 ± 34	0.61	
FSR 0384	1.847	8.52	0.002	1.272	84	115 ± 12	0.27	0.68
FSR 0385	2.004	8.789	-0.028	2.603	211	375 ± 38	0.69	0.85
FSR 0398	0.913	7.244	-0.048	2.071	137	220 ± 22	0.65	0.75
FSR 0430	2.46	8.243	-0.077	3.027	265	430 ± 43	0.61	
FSR 0441	3.093	7.779	-0.094	2.397	199	389 ± 39	0.63	
FSR 0448	2.687	8.869	-0.071	3.102	214	412 ± 41	0.59	
FSR 0496	1.377	8.868	0.02	3.066	442	491 ± 49	0.6	0.79
FSR 0498	2.459	7.562	-0.034	1.448	268	716 ± 72	0.57	0.73
FSR 0537	2.838	7.661	-0.118	1.754	184	567 ± 57	0.47	0.69
FSR 0551	0.892	7.035	-0.061	1.688	73	141 ± 14	0.57	0.87
FSR 0553	2.35	8.885	-0.063	2.014	100	118 ± 12	0.48	0.83
FSR 0591	2.354	7.239	-0.115	2.201	205	663 ± 66	0.55	1.12
FSR 0667	1.097	8.615	-0.111	1.685	79	85 ± 8	0.45	0.66
FSR 0674	2.646	8.799	-0.174	3.165	111	255 ± 26	0.57	
FSR 0716	3.361	9.087	-0.262	1.154	317	453 ± 45	0.65	0.9
FSR 0728	1.535	8.059	-0.04	2.137	177	1499 ± 150	0.59	0.71
FSR 0735	2.568	8.67	-0.175	1.638	205	465 ± 46	0.53	0.77
FSR 0761	2.442	8.746	-0.119	1.42	106	136 ± 14	0.51	0.92
FSR 0771	1.462	8.498	0.016	2.179	141	438 ± 44	0.58	0.67
FSR 0811	2.47	8.89	-0.131	0.904	121	689 ± 69	0.55	0.82
FSR 0850	1.889	8.576	-0.099	1.714	432	1210 ± 121	0.57	0.81
FSR 0883	2.446	8.283	-0.111	2.123	231	348 ± 35	0.66	1.58
FSR 0893	1.957	8.588	-0.125	2.918	543	1259 ± 126	0.57	0.73
FSR 0904	2.045	7.176	-0.096	2.197	518	1069 ± 107	0.46	1.04
FSR 0905	1.41	8.778	-0.086	0.526	112	127 ± 13	0.45	0.91
FSR 0935	2.262	8.796	-0.117	1.335	167	1073 ± 107	0.51	0.71
FSR 0948	3.63	8.651	-0.205	1.735	201	268 ± 27	0.49	0.46
FSR 0951	1.585	8.792	-0.11	1.21	516	18119 ± 1812	0.41	0.83
FSR 0968	2.245	7.653	-0.157	1.543	140	201 ± 20	0.55	0.97
FSR 0974	2.612	7.334	-0.175	1.828	342	4161 ± 416	0.49	0.77
FSR 0977	1.781	8.93	-0.147	1.595	58	2033 ± 203	0.71	0.61
FSR 0985	1.95	8.592	-0.122	1.461	121	4317 ± 432	0.58	0.55
FSR 1085	1.526	8.183	-0.147	0.867	138	1696 ± 170	0.51	0.75
FSR 1144	1.786	8.255	-0.095	0.88	186	503 ± 50	0.46	0.73
FSR 1150	3.091	8.798	-0.114	1.627	190	648 ± 65	0.63	0.58
FSR 1163	2.263	8.991	-0.115	1.617	227	15734 ± 1573	0.47	0.8
FSR 1170	2.435	8.432	-0.071	2.449	110	165 ± 16	0.52	1.08
FSR 1172	2.105	8.524	-0.074	2.008	43	90 ± 9	0.45	0.7
FSR 1180	2.552	8.713	-0.115	1.595	530	673 ± 67	0.57	0.93
FSR 1211	3.074	9.105	0.027	0.033	188	4054 ± 405	0.72	0.76
FSR 1252	2.884	8.998	-0.165	1.159	289	527 ± 53	0.45	0.89
FSR 1253	3.644	8.492	-0.183	2.192	486	855 ± 86	0.53	
FSR 1284	2.316	8.882	-0.045	1.053	123	169 ± 17	0.64	0.68
FSR 1342	3.363	7.142	-0.148	2.697	427	1113 ± 111	0.53	
FSR 1360	2.244	8.032	-0.044	1.552	206	2061 ± 206	0.45	0.84
FSR 1361	2.19	8.74	-0.093	2.051	842	1009 ± 101	0.56	0.78

FSR 1363	3.237	7.946	-0.105	1.318	176	387 ± 39	0.48	0.77
FSR 1399	2.556	8.771	-0.017	3.125	145	278 ± 28	0.56	
FSR 1402	3.786	9.565	-0.103	1.079	218	11467 ± 1147	0.64	1.0
FSR 1443	3.003	8.623	-0.12	1.805	109	164 ± 16	0.49	0.88
FSR 1484	2.074	8.418	0.052	2.827	147	231 ± 23	0.63	0.7
FSR 1723	1.484	8.119	0.075	1.583	226	7206 ± 721	0.38	0.71
Gulliver 1	2.585	9.122	-0.033	0.911	492	2308 ± 231	0.55	0.88
Gulliver 11	0.898	8.341	-0.001	1.349	86	165 ± 16	0.4	0.97
Gulliver 12	1.701	8.221	0.012	1.006	73	756 ± 76	0.36	1.23
Gulliver 13	1.472	8.815	-0.115	1.579	193	322 ± 32	0.51	0.69
Gulliver 14	1.187	8.672	0.201	1.874	153	163 ± 16	0.55	0.91
Gulliver 17	1.664	8.019	0.137	1.255	355	14136 ± 1414	0.51	0.85
Gulliver 18	1.515	8.063	0.106	2.074	744	18371 ± 1837	0.59	0.9
Gulliver 2	1.335	7.007	-0.063	0.945	337	2940 ± 294	0.66	0.69
Gulliver 20	0.415	8.853	-0.025	0.297	86	245 ± 24	0.38	0.8
Gulliver 21	0.638	8.177	0.111	0.046	229	260 ± 26	0.47	0.73
Gulliver 24	1.415	8.266	0.005	1.515	184	261 ± 26	0.45	0.8
Gulliver 25	1.292	8.472	-0.11	1.072	155	592 ± 59	0.45	0.74
Gulliver 26	2.444	8.67	-0.123	2.116	205	444 ± 44	0.63	1.64
Gulliver 27	2.537	8.2	-0.008	1.794	404	1065 ± 106	0.47	0.83
Gulliver 28	0.502	9.001	-0.229	1.297	123	206 ± 21	0.64	0.69
Gulliver 31	2.129	8.249	0.112	1.556	246	1388 ± 139	0.48	0.79
Gulliver 32	1.627	8.737	-0.164	1.553	110	147 ± 15	0.46	0.65
Gulliver 35	2.025	8.091	0.058	1.342	181	492 ± 49	0.61	1.19
Gulliver 36	1.278	8.849	-0.08	0.969	210	265 ± 26	0.59	0.74
Gulliver 37	1.479	8.261	-0.036	1.893	220	254 ± 25	0.51	0.72
Gulliver 39	2.465	8.852	-0.048	1.769	164	222 ± 22	0.64	0.78
Gulliver 40	1.524	7.901	0.151	0.671	83	267 ± 27	0.42	0.72
Gulliver 44	1.178	8.788	0.031	1.471	289	361 ± 36	0.69	0.76
Gulliver 47	1.847	8.621	-0.116	0.448	285	586 ± 59	0.42	0.77
Gulliver 5	2.054	7.083	0.075	2.117	259	407 ± 41	0.68	
Gulliver 50	1.657	8.023	0.054	1.081	282	2824 ± 282	0.47	0.7
Gulliver 56	1.956	8.52	-0.084	0.899	152	323 ± 32	0.44	0.93
Gulliver 59	1.944	8.019	0.079	1.55	308	398 ± 40	0.52	0.89
Gulliver 6	0.408	7.124	-0.034	0.485	276	373 ± 37	0.3	0.95
Gulliver 60	1.047	7.992	0.184	1.36	285	461 ± 46	0.52	0.92
Gulliver 8	1.037	7.437	-0.022	1.049	99	327 ± 33	0.63	0.59
Haffner 11	4.95	8.87	-0.214	2.031	727	2163 ± 216	0.59	
Haffner 13	0.551	7.541	-0.057	0.247	322	465 ± 46	0.29	1.02
Haffner 15	3.156	7.031	-0.12	3.197	1173	2045 ± 204	0.56	
Haffner 16	2.786	8.324	-0.058	0.388	308	489 ± 49	0.81	0.55
Haffner 17	2.934	7.657	-0.055	3.484	656	1237 ± 124	0.64	
Haffner 20	3.542	8.271	-0.174	2.224	198	440 ± 44	0.49	
Haffner 21	2.683	8.804	-0.02	0.366	177	5053 ± 505	0.66	0.8
Haffner 22	2.387	9.536	0.248	0.052	544	814 ± 81	0.66	0.9
Haffner 23	1.965	8.695	-0.021	0.839	333	962 ± 96	0.43	0.76
Haffner 26	2.635	8.82	-0.055	0.62	313	4557 ± 456	0.48	0.81

Haffner 3	2.332	8.722	-0.142	1.329	212	301 ± 30	0.61	0.87
Haffner 4	4.203	8.865	-0.237	1.489	373	1480 ± 148	0.76	1.01
Haffner 6	4.106	8.633	-0.219	2.079	846	1699 ± 170	0.52	
Haffner 7	4.016	8.838	-0.106	0.811	200	522 ± 52	0.46	0.98
Haffner 8	2.496	8.532	-0.116	1.29	375	713 ± 71	0.45	0.65
Haffner 9	2.647	7.97	-0.145	2.215	443	952 ± 95	0.55	0.86
Harvard 10	0.671	8.267	-0.024	0.586	358	422 ± 42	0.39	0.88
Harvard 13	1.177	8.898	0.139	1.799	105	119 ± 12	0.45	0.9
Harvard 20	2.234	8.027	-0.002	0.936	277	10446 ± 1045	0.5	0.74
Hogg 16	1.996	7.415	0.119	1.486	177	238 ± 24	0.6	0.7
Hogg 22	2.416	6.945	0.064	2.169	305	409 ± 41	0.51	
Hogg 4	3.484	8.999	-0.046	1.917	1236	2134 ± 213	0.66	
IC 1369	2.87	8.49	-0.009	2.563	782	1356 ± 136	0.6	
IC 1434	3.016	8.118	-0.047	1.454	1279	1545 ± 154	0.56	0.79
IC 1442	2.808	7.465	-0.082	1.547	776	2895 ± 290	0.48	0.89
IC 1590	2.532	6.871	-0.128	1.315	472	1920 ± 192	0.73	1.07
IC 2157	1.877	7.738	-0.037	1.587	162	188 ± 19	0.49	0.75
IC 2391	0.149	7.761	0.124	0.088	184	217 ± 22	0.18	0.81
IC 2395	0.693	7.122	-0.034	0.474	346	478 ± 48	0.33	0.99
IC 2488	1.287	8.184	0.019	0.979	1059	1236 ± 124	0.42	0.86
IC 2581	2.421	7.135	0.041	1.435	723	963 ± 96	0.45	0.9
IC 2602	0.149	7.7	0.121	0.104	228	266 ± 27	0.26	0.84
IC 2948	2.242	6.814	-0.007	1.351	883	1422 ± 142	0.64	0.9
IC 361	3.385	9.014	-0.229	2.374	1532	2327 ± 233	0.73	
IC 4665	0.31	8.309	0.112	0.51	226	986 ± 99	0.67	0.84
IC 4996	1.912	7.027	0.076	1.863	436	537 ± 54	0.71	0.91
Juchert 20	2.603	8.005	-0.188	2.41	342	681 ± 68	0.62	0.71
Kharchenko 1	2.407	8.671	-0.186	1.549	184	1816 ± 182	0.5	0.79
King 12	2.491	7.259	-0.099	1.837	186	350 ± 35	0.67	1.23
King 13	3.23	8.76	-0.155	2.194	1101	2482 ± 248	0.65	
King 14	2.232	7.47	-0.019	1.681	434	2895 ± 290	0.47	0.97
King 15	2.73	8.006	-0.109	2.063	279	577 ± 58	0.56	1.53
King 16	2.506	7.378	-0.063	2.528	410	592 ± 59	0.51	0.38
King 17	3.318	7.559	-0.263	1.876	182	289 ± 29	0.52	0.7
King 18	2.501	8.404	-0.09	2.096	529	4569 ± 457	0.58	0.85
King 19	2.487	8.775	-0.005	2.438	456	1281 ± 128	0.51	0.86
King 20	1.709	7.623	0.113	2.589	288	1958 ± 196	0.46	0.93
King 21	2.811	7.196	-0.114	2.597	519	995 ± 100	0.51	
King 4	2.203	7.923	-0.112	2.535	463	1217 ± 122	0.49	0.79
King 5	2.186	8.961	-0.129	2.586	921	2693 ± 269	0.56	0.73
King 6	0.702	8.072	0.041	1.909	421	522 ± 52	0.54	0.83
King 7	2.789	8.301	-0.167	3.773	1569	3378 ± 338	0.55	
King 8	4.029	8.927	-0.305	2.181	381	914 ± 91	0.61	
Koposov 10	2.377	8.279	-0.192	2.505	209	486 ± 49	0.61	1.06
Koposov 12	2.105	8.651	-0.101	1.852	537	1235 ± 124	0.42	0.67
Koposov 36	1.64	7.623	-0.112	2.577	339	598 ± 60	0.59	0.72
Koposov 43	4.658	9.04	-0.307	2.047	281	556 ± 56	0.69	

Kronberger 4	6.866	8.908	0.072	2.575	305	721 ± 72	0.72	
LP 0201	3.408	7.313	-0.142	2.32	372	603 ± 60	0.61	
LP 0665	3.331	9.056	-0.068	1.333	233	551 ± 55	0.54	0.71
LP 0676	2.607	9.49	-0.124	0.733	185	3324 ± 332	0.76	0.84
LP 0733	2.613	7.523	-0.149	1.108	576	16329 ± 1633	0.53	0.93
LP 0782	3.152	8.256	0.0	1.882	213	410 ± 41	0.63	0.44
LP 0866	1.83	9.59	0.12	2.229	319	378 ± 38	0.66	1.06
LP 1406	2.597	8.646	-0.172	1.535	132	386 ± 39	0.49	0.56
LP 1540	2.454	9.161	-0.008	0.814	437	25915 ± 2592	0.57	0.75
LP 1614	2.121	7.804	0.152	3.276	412	828 ± 83	0.65	
LP 1800	1.329	8.277	0.038	1.761	555	19215 ± 1922	0.41	0.62
LP 1809	2.596	8.338	-0.016	2.857	239	507 ± 51	0.54	
LP 198	2.84	8.441	-0.127	1.177	732	5517 ± 552	0.59	1.04
LP 1994	1.812	8.824	0.04	1.461	487	536 ± 54	0.56	0.74
LP 2000	1.313	8.157	0.154	1.783	384	1553 ± 155	0.51	0.95
LP 2059	2.149	7.996	-0.107	0.762	488	20235 ± 2024	0.43	0.81
LP 2068	1.831	8.27	0.13	2.17	517	4337 ± 434	0.56	0.72
LP 2094	1.614	8.334	0.042	0.876	310	816 ± 82	0.41	0.74
LP 2123	1.547	8.128	0.046	2.127	215	298 ± 30	0.7	0.73
LP 2219	1.416	8.031	0.043	1.303	938	5312 ± 531	0.63	0.74
LP 2220	1.288	8.705	-0.1	1.057	244	445 ± 44	0.38	0.87
LP 2238	1.146	8.712	-0.105	0.44	162	510 ± 51	0.38	0.72
LP 2253	1.384	8.045	0.027	1.611	266	5458 ± 546	0.6	0.87
LP 2287	1.034	9.145	0.023	0.574	36	293 ± 29	0.43	1.05
LP 2312	1.025	8.162	0.042	1.753	131	259 ± 26	0.69	0.87
LP 2339	1.034	7.948	0.156	2.652	200	639 ± 64	0.66	0.93
LP 5	1.812	9.443	-0.108	0.436	935	1385 ± 138	0.42	0.95
LP 589	2.826	8.702	-0.117	0.268	287	11941 ± 1194	0.48	0.59
LP 597	2.004	8.795	0.119	2.942	597	1133 ± 113	0.63	0.6
LP 658	1.4	9.013	-0.103	0.811	249	742 ± 74	0.34	0.71
LP 866	2.104	9.521	0.099	2.261	574	787 ± 79	0.77	0.98
LP 930	2.276	9.2	0.032	1.046	331	368 ± 37	0.57	0.79
Loden 1194	0.717	8.373	-0.027	0.764	95	122 ± 12	0.42	0.85
Loden 372	1.665	8.149	0.092	1.087	197	6672 ± 667	0.43	0.76
Loden 46	1.093	8.915	-0.119	0.483	173	1312 ± 131	0.58	0.72
Lynga 2	0.918	8.05	-0.05	1.026	269	403 ± 40	0.38	0.85
Majaess 65	0.926	8.054	-0.048	0.808	59	678 ± 68	0.38	1.12
Mamajek 4	0.442	8.772	-0.006	0.335	381	562 ± 56	0.49	0.87
Markarian 38	1.662	7.164	0.031	1.061	119	752 ± 75	0.52	1.06
Melotte 111	0.084	8.0	-0.021	0.01	101	107 ± 11	0.26	0.74
Melotte 20	0.175	8.0	-0.03	0.01	785	1079 ± 108	0.71	0.84
Melotte 72	2.578	9.097	0.066	0.23	431	999 ± 100	0.62	0.72
NGC 1027	1.069	8.104	-0.038	1.486	695	861 ± 86	0.38	0.91
NGC 103	2.984	7.996	-0.123	1.723	584	1240 ± 124	0.47	0.81
NGC 1220	2.493	7.553	-0.113	2.477	166	270 ± 27	0.42	1.19
NGC 129	1.723	7.963	0.002	1.854	1367	39252 ± 3925	0.49	0.69
NGC 1342	0.636	8.605	-0.005	1.263	637	968 ± 97	0.53	0.75

NGC 136	4.215	8.458	-0.216	2.123	308	721 ± 72	0.58	
NGC 146	2.598	7.4	-0.093	1.849	522	766 ± 77	0.41	1.01
NGC 1496	1.529	8.544	-0.091	1.808	155	168 ± 17	0.62	0.67
NGC 1502	1.019	6.881	-0.17	2.236	574	4326 ± 433	0.62	0.75
NGC 1513	1.352	8.23	-0.004	2.228	742	846 ± 85	0.46	0.83
NGC 1528	0.986	8.54	0.007	1.149	600	1169 ± 117	0.41	0.91
NGC 1545	0.692	8.126	-0.03	1.237	256	416 ± 42	0.45	1.07
NGC 1582	0.941	8.188	-0.096	1.278	345	3123 ± 312	0.51	0.78
NGC 1605	2.463	7.799	-0.151	2.679	463	891 ± 89	0.47	0.46
NGC 1662	0.388	8.847	-0.17	1.159	320	437 ± 44	0.44	0.76
NGC 1664	1.279	8.744	-0.005	0.923	574	796 ± 80	0.39	0.81
NGC 1708	0.906	8.296	-0.175	1.767	260	610 ± 61	0.59	0.8
NGC 1750	0.695	8.187	-0.001	1.236	640	1041 ± 104	0.38	0.9
NGC 1758	0.85	8.742	-0.018	1.268	269	312 ± 31	0.41	0.82
NGC 1778	1.538	7.989	-0.069	1.382	422	6188 ± 619	0.45	0.86
NGC 1798	4.273	9.122	-0.305	1.833	831	1927 ± 193	0.69	
NGC 1817	1.629	9.069	-0.127	0.791	1050	1940 ± 194	0.49	0.83
NGC 1857	2.512	8.436	-0.123	1.67	568	939 ± 94	0.48	0.87
NGC 188	1.833	9.786	-0.016	0.321	1298	1501 ± 150	0.58	0.93
NGC 1883	3.802	8.627	-0.293	1.823	394	811 ± 81	0.63	
NGC 189	1.208	8.806	0.048	1.831	149	412 ± 41	0.59	0.92
NGC 1901	0.416	8.887	0.03	0.208	121	146 ± 15	0.31	0.66
NGC 1907	1.45	8.815	-0.115	1.502	531	607 ± 61	0.5	0.9
NGC 1912	1.069	8.505	-0.022	0.998	1289	1433 ± 143	0.42	0.95
NGC 1960	1.119	7.451	-0.026	0.904	585	9906 ± 991	0.46	0.77
NGC 2112	1.048	9.112	-0.043	2.427	1295	1635 ± 164	0.53	0.82
NGC 2126	1.254	9.181	-0.141	0.806	221	243 ± 24	0.59	0.74
NGC 2129	1.815	7.357	-0.08	2.213	351	468 ± 47	0.68	0.66
NGC 2169	0.936	6.899	-0.179	0.805	174	388 ± 39	0.3	0.83
NGC 2183	0.825	6.858	-0.12	1.657	178	466 ± 47	0.47	0.92
NGC 2184	0.562	8.97	-0.121	0.655	125	261 ± 26	0.46	0.78
NGC 2192	3.382	9.149	-0.164	0.436	402	1302 ± 130	0.43	0.8
NGC 2215	0.922	8.817	-0.048	0.794	232	536 ± 54	0.48	0.69
NGC 2225	2.889	9.095	-0.199	1.63	202	1200 ± 120	0.68	0.75
NGC 2232	0.314	7.451	-0.035	0.236	207	249 ± 25	0.21	0.95
NGC 2236	2.421	8.954	-0.153	1.674	1026	1293 ± 129	0.55	0.87
NGC 225	0.668	8.238	0.143	0.923	82	415 ± 42	0.43	0.76
NGC 2254	2.177	8.504	-0.117	1.637	441	612 ± 61	0.51	0.77
NGC 2259	2.619	8.499	-0.16	1.996	321	505 ± 50	0.48	0.59
NGC 2262	2.824	8.983	-0.142	2.294	757	2502 ± 250	0.61	0.64
NGC 2264	0.692	6.744	-0.041	0.328	229	277 ± 28	0.3	0.97
NGC 2266	3.114	9.021	-0.232	0.436	604	841 ± 84	0.58	0.72
NGC 2269	2.046	8.397	-0.105	1.358	155	2579 ± 258	0.33	0.8
NGC 2281	0.508	8.736	-0.032	0.341	539	1803 ± 180	0.43	0.68
NGC 2286	2.042	8.752	-0.108	1.133	384	540 ± 54	0.45	0.96
NGC 2287	0.714	8.296	-0.078	0.225	986	1396 ± 140	0.37	0.84
NGC 2301	0.835	8.306	-0.031	0.251	649	1061 ± 106	0.27	0.83

NGC 2302	1.167	8.09	-0.033	0.734	135	153 ± 15	0.39	0.83
NGC 2311	1.91	7.798	-0.045	1.186	223	2240 ± 224	0.45	1.05
NGC 2318	1.278	8.709	-0.013	1.075	339	1868 ± 187	0.54	0.69
NGC 2324	3.735	8.837	-0.18	0.633	1604	3036 ± 304	0.51	0.79
NGC 2343	1.04	8.19	0.013	0.674	157	188 ± 19	0.49	0.9
NGC 2354	1.262	9.204	-0.061	0.488	453	607 ± 61	0.55	0.86
NGC 2355	1.777	9.094	-0.004	0.301	550	634 ± 63	0.47	0.72
NGC 2360	1.036	9.106	-0.083	0.396	1030	1210 ± 121	0.36	0.73
NGC 2374	1.211	8.575	0.029	0.515	184	272 ± 27	0.4	0.81
NGC 2383	2.822	8.451	-0.144	1.087	609	1236 ± 124	0.39	0.66
NGC 2384	2.27	7.372	-0.13	0.91	214	564 ± 56	0.66	0.81
NGC 2396	1.375	8.202	-0.129	0.569	420	2688 ± 269	0.28	0.81
NGC 2401	4.239	7.812	-0.22	1.285	274	509 ± 51	0.54	0.63
NGC 2414	4.173	7.157	-0.224	1.828	887	1406 ± 141	0.41	
NGC 2421	2.368	7.833	-0.109	1.447	1216	1712 ± 171	0.46	0.79
NGC 2423	0.901	9.048	-0.024	0.353	703	828 ± 83	0.44	0.7
NGC 2425	2.933	9.495	-0.196	1.082	518	714 ± 71	0.62	0.85
NGC 2428	1.299	8.888	-0.03	0.272	331	412 ± 41	0.51	0.8
NGC 2432	1.731	8.968	-0.003	0.772	404	2716 ± 272	0.41	0.76
NGC 2439	3.33	7.379	-0.178	1.351	1892	3282 ± 328	0.48	0.67
NGC 2448	1.07	8.117	-0.059	0.062	326	551 ± 55	0.53	0.84
NGC 2451A	0.192	7.716	0.045	0.073	277	327 ± 33	0.19	0.82
NGC 2451B	0.354	7.631	-0.011	0.463	297	428 ± 43	0.22	0.83
NGC 2453	3.838	7.457	-0.151	1.645	585	847 ± 85	0.53	0.87
NGC 2479	1.561	9.101	0.066	0.069	242	269 ± 27	0.49	0.8
NGC 2482	1.208	8.827	-0.102	0.096	226	262 ± 26	0.45	0.81
NGC 2489	1.778	8.565	0.051	1.514	814	4112 ± 411	0.54	0.85
NGC 2509	2.831	9.146	0.426	0.055	702	775 ± 78	0.86	0.91
NGC 2533	2.532	9.001	-0.032	1.04	360	7731 ± 773	0.67	0.75
NGC 2539	1.239	8.89	-0.005	0.135	930	1121 ± 112	0.4	0.78
NGC 2546	0.903	8.244	0.023	0.536	473	544 ± 54	0.34	0.93
NGC 2547	0.384	7.551	-0.032	0.352	304	419 ± 42	0.18	0.71
NGC 2548	0.747	8.714	-0.002	0.127	733	1230 ± 123	0.37	0.81
NGC 2567	1.637	8.819	0.007	0.122	94	199 ± 20	0.39	1.07
NGC 2571	1.248	7.419	-0.038	0.435	317	3228 ± 323	0.37	0.69
NGC 2580	3.989	8.775	-0.147	0.558	129	653 ± 65	0.48	0.86
NGC 2587	2.751	8.831	-0.006	0.223	479	1263 ± 126	0.43	0.77
NGC 2588	4.367	8.539	-0.171	1.304	215	494 ± 49	0.4	
NGC 2635	4.29	8.634	-0.195	1.296	802	1812 ± 181	0.46	0.64
NGC 2645	1.707	7.318	0.001	1.439	300	342 ± 34	0.67	1.02
NGC 2658	3.609	8.663	-0.14	1.129	1073	1762 ± 176	0.37	0.76
NGC 2659	1.909	7.543	0.003	1.598	248	2849 ± 285	0.67	0.65
NGC 2669	1.11	8.114	-0.003	0.866	349	576 ± 58	0.32	0.78
NGC 2670	1.394	8.098	0.148	1.417	474	10979 ± 1098	0.49	0.87
NGC 2671	1.335	8.617	-0.02	2.823	660	14944 ± 1494	0.52	0.83
NGC 2682	0.842	9.578	-0.045	0.164	1168	1412 ± 141	0.48	0.79
NGC 2818	2.908	9.099	-0.097	0.535	677	1961 ± 196	0.49	0.71

NGC 2849	4.805	9.06	-0.173	1.422	517	1103 ± 110	0.56	
NGC 2866	2.37	8.045	-0.015	2.052	290	472 ± 47	0.49	0.61
NGC 2910	1.22	8.017	0.051	0.79	283	419 ± 42	0.37	0.87
NGC 2925	0.738	8.32	0.008	0.26	162	866 ± 87	0.36	0.91
NGC 2972	1.816	8.631	0.029	1.575	206	1678 ± 168	0.39	0.73
NGC 3033	1.689	8.841	0.04	1.028	248	3790 ± 379	0.55	0.96
NGC 3105	5.993	7.326	-0.084	2.976	875	1687 ± 169	0.53	
NGC 3228	0.461	7.721	-0.001	0.205	171	248 ± 25	0.39	0.93
NGC 3255	4.777	8.546	-0.036	1.305	469	907 ± 91	0.55	
NGC 3293	2.283	7.145	0.017	0.947	1772	1916 ± 192	0.55	0.81
NGC 3496	2.158	8.734	0.153	1.553	1619	3271 ± 327	0.58	0.67
NGC 3590	2.259	7.151	-0.041	1.615	587	627 ± 63	0.55	0.61
NGC 3680	1.013	9.302	-0.137	0.31	154	185 ± 18	0.54	0.48
NGC 381	1.119	8.548	-0.011	1.436	285	386 ± 39	0.47	0.73
NGC 3960	2.098	8.975	0.021	1.098	775	1054 ± 105	0.5	0.9
NGC 433	1.817	7.856	-0.104	2.242	364	510 ± 51	0.46	0.71
NGC 4337	2.367	9.172	0.047	1.291	598	660 ± 66	0.57	0.73
NGC 4349	1.853	8.302	0.018	1.411	331	385 ± 38	0.38	0.95
NGC 436	2.829	7.924	-0.088	1.595	484	903 ± 90	0.58	0.83
NGC 4439	1.78	7.723	0.055	1.234	174	5820 ± 582	0.38	0.85
NGC 4463	1.684	7.492	0.134	1.615	374	7931 ± 793	0.51	0.96
NGC 4609	1.366	7.878	0.097	1.233	738	1094 ± 109	0.5	0.98
NGC 4852	1.245	8.056	-0.007	1.448	561	12599 ± 1260	0.49	0.62
NGC 5138	1.84	8.023	0.125	0.842	243	8766 ± 877	0.38	0.75
NGC 5168	2.554	8.848	0.099	1.947	598	714 ± 71	0.5	0.9
NGC 5269	1.85	8.226	0.168	1.477	307	380 ± 38	0.52	0.84
NGC 5281	1.461	7.802	-0.028	1.031	369	437 ± 44	0.41	0.81
NGC 5288	2.287	8.588	0.094	1.705	339	888 ± 89	0.56	0.85
NGC 5316	1.395	8.138	0.052	1.133	325	738 ± 74	0.45	1.11
NGC 5460	0.707	8.249	-0.052	0.475	286	431 ± 43	0.39	0.76
NGC 559	2.353	8.757	-0.095	2.214	1489	18791 ± 1879	0.65	0.71
NGC 5593	1.002	8.297	-0.011	0.916	176	1416 ± 142	0.54	0.84
NGC 5662	0.749	8.074	-0.021	1.116	583	642 ± 64	0.44	0.9
NGC 5715	1.919	8.676	0.155	2.118	636	872 ± 87	0.63	0.8
NGC 5749	1.071	8.122	0.027	1.176	186	931 ± 93	0.49	0.73
NGC 581	2.329	7.822	-0.078	1.407	619	1586 ± 159	0.65	0.64
NGC 5999	2.294	8.213	0.135	1.944	1042	1115 ± 112	0.55	0.75
NGC 6025	0.753	8.173	-0.001	0.69	509	645 ± 64	0.35	0.77
NGC 6031	1.705	7.705	0.137	1.632	311	452 ± 45	0.49	0.88
NGC 6087	0.924	8.192	-0.118	0.704	583	721 ± 72	0.59	0.76
NGC 609	4.806	8.338	-0.136	3.309	1275	3174 ± 317	0.52	
NGC 6134	1.078	9.096	0.025	1.3	1355	1795 ± 180	0.46	0.74
NGC 6152	1.534	8.309	0.04	1.283	979	23700 ± 2370	0.51	0.69
NGC 6178	0.849	7.123	0.026	0.868	117	149 ± 15	0.4	0.82
NGC 6192	1.553	7.677	0.14	2.222	1535	2060 ± 206	0.55	0.95
NGC 6204	1.129	8.013	0.07	1.523	503	627 ± 63	0.49	0.83
NGC 6208	1.142	9.269	-0.228	1.082	624	1147 ± 115	0.56	0.59

NGC 6242	1.219	7.833	0.126	1.374	1264	1732 ± 173	0.42	0.88
NGC 6249	1.144	7.346	0.076	1.57	182	3212 ± 321	0.57	0.75
NGC 6253	1.594	9.525	0.036	1.036	929	995 ± 100	0.59	0.9
NGC 6268	1.409	8.343	-0.044	1.562	450	865 ± 86	0.45	0.87
NGC 637	2.316	7.265	-0.003	1.962	374	515 ± 52	0.48	1.22
NGC 6425	0.969	8.712	0.05	1.094	321	566 ± 57	0.39	0.77
NGC 6444	1.638	8.451	0.188	1.616	432	456 ± 46	0.45	0.79
NGC 6475	0.273	8.667	0.114	0.204	599	635 ± 64	0.35	0.82
NGC 6520	1.572	7.937	0.162	1.337	483	528 ± 53	0.59	0.76
NGC 654	2.492	7.137	-0.066	2.638	582	1010 ± 101	0.42	
NGC 6568	1.019	8.891	0.151	0.828	509	725 ± 72	0.54	0.84
NGC 659	2.634	7.374	-0.083	2.174	757	1116 ± 112	0.49	0.96
NGC 6604	1.935	6.809	0.103	2.881	593	806 ± 81	0.72	
NGC 6633	0.391	8.901	-0.117	0.549	399	432 ± 43	0.64	0.91
NGC 6694	1.675	8.001	0.173	1.892	967	1575 ± 158	0.42	0.69
NGC 6709	1.043	8.197	0.047	1.082	572	702 ± 70	0.45	0.79
NGC 6728	1.699	8.762	0.122	0.876	799	1173 ± 117	0.44	0.68
NGC 6756	2.746	8.001	0.159	3.225	967	1787 ± 179	0.61	
NGC 6793	0.583	8.517	0.126	1.17	303	989 ± 99	0.39	0.78
NGC 6811	1.107	9.003	-0.021	0.255	505	617 ± 62	0.43	0.63
NGC 6830	2.024	7.722	0.159	1.857	605	737 ± 74	0.52	0.96
NGC 6866	1.377	8.892	0.063	0.514	357	386 ± 39	0.4	0.77
NGC 6910	1.64	6.989	-0.03	3.311	1350	1667 ± 167	0.71	
NGC 6913	1.636	6.921	-0.003	2.832	841	979 ± 98	0.55	2.41
NGC 6939	1.719	9.183	-0.007	1.397	1345	1475 ± 148	0.55	0.85
NGC 6940	1.0	9.022	0.008	0.709	1053	1435 ± 144	0.47	0.77
NGC 6991	0.551	9.157	0.07	0.32	444	505 ± 50	0.54	0.68
NGC 6997	0.857	8.631	0.124	2.038	446	501 ± 50	0.55	0.93
NGC 7039	0.739	7.124	-0.031	0.517	148	241 ± 24	0.28	1.02
NGC 7058	0.364	8.108	-0.01	0.435	62	119 ± 12	0.55	0.67
NGC 7062	2.124	8.65	0.036	1.679	360	1919 ± 192	0.52	0.86
NGC 7063	0.656	8.187	0.002	0.325	107	153 ± 15	0.45	0.91
NGC 7067	4.654	7.085	-0.083	2.565	435	700 ± 70	0.55	
NGC 7082	1.295	8.225	0.028	0.985	691	1763 ± 176	0.43	0.82
NGC 7086	1.555	7.741	-0.005	2.325	1762	2396 ± 240	0.55	0.74
NGC 7092	0.327	8.565	0.179	0.047	254	502 ± 50	0.3	0.73
NGC 7128	3.133	7.189	-0.046	2.941	807	1385 ± 138	0.51	
NGC 7142	2.168	9.502	-0.099	1.429	815	20410 ± 2041	0.65	0.61
NGC 7160	0.894	7.26	-0.036	1.188	139	1218 ± 122	0.71	0.94
NGC 7209	1.178	8.625	0.048	0.699	707	975 ± 98	0.46	0.76
NGC 7226	4.098	8.591	-0.126	1.856	215	385 ± 38	0.54	
NGC 7235	3.112	7.148	-0.125	2.702	1000	1555 ± 156	0.39	
NGC 7243	0.864	8.13	-0.004	0.803	512	660 ± 66	0.34	0.9
NGC 7245	2.798	8.796	-0.085	1.288	909	2785 ± 278	0.56	0.84
NGC 7261	3.077	7.13	-0.076	2.961	754	1399 ± 140	0.49	
NGC 7281	2.013	7.563	0.006	1.747	332	2672 ± 267	0.52	0.87
NGC 7296	2.41	8.4	-0.089	0.793	376	2588 ± 259	0.48	0.6

NGC 7423	3.688	9.124	-0.186	2.111	488	1326 ± 133	0.73	
NGC 743	1.045	7.823	0.001	1.768	144	161 ± 16	0.58	0.9
NGC 744	1.265	8.343	-0.046	1.268	262	308 ± 31	0.5	0.73
NGC 7510	2.95	7.02	-0.187	3.065	1854	2973 ± 297	0.69	
NGC 752	0.438	9.271	-0.363	0.411	405	482 ± 48	0.77	0.74
NGC 7762	0.931	9.206	-0.052	2.543	843	966 ± 97	0.62	0.8
NGC 7788	2.69	7.142	-0.122	1.802	103	280 ± 28	0.45	
NGC 7790	2.853	7.457	-0.109	1.931	897	994 ± 99	0.42	1.0
NGC 886	0.988	8.51	-0.017	1.825	404	600 ± 60	0.59	0.89
NGC 957	2.05	7.375	-0.029	2.291	1520	2331 ± 233	0.54	0.71
Patchick 3	1.587	9.141	-0.123	1.365	148	160 ± 16	0.65	0.6
Pismis 11	2.211	6.833	0.006	3.411	275	488 ± 49	0.75	
Pismis 12	2.099	9.072	-0.128	2.022	513	813 ± 81	0.61	0.75
Pismis 15	2.089	9.091	-0.042	2.183	344	457 ± 46	0.57	0.8
Pismis 27	1.763	6.948	-0.098	2.161	156	228 ± 23	0.73	0.73
Pismis 4	0.677	8.306	-0.051	0.207	170	212 ± 21	0.39	0.84
Pismis 5	0.905	7.002	-0.051	1.586	281	2684 ± 268	0.51	0.97
Pismis 8	1.747	7.146	-0.037	2.227	184	268 ± 27	0.58	0.79
Pismis Moreno 1	0.894	7.046	0.054	1.898	112	1606 ± 161	0.53	1.0
Platais 3	0.178	8.0	-0.029	0.01	85	98 ± 10	0.25	0.47
Platais 8	0.135	7.709	0.153	0.055	99	142 ± 14	0.29	0.85
Platais 9	0.187	7.836	-0.005	0.253	119	154 ± 15	0.19	0.91
Pozzo 1	0.343	7.105	-0.042	0.269	412	501 ± 50	0.17	0.86
RSG 1	0.31	8.383	-0.101	0.736	129	207 ± 21	0.4	0.81
RSG 5	0.329	7.758	0.077	0.069	228	351 ± 35	0.32	0.89
Roslund 3	1.617	8.02	0.112	1.149	359	6579 ± 658	0.54	0.7
Roslund 5	0.533	8.333	0.049	0.353	255	1739 ± 174	0.57	0.88
Roslund 6	0.347	8.514	0.07	0.062	359	604 ± 60	0.41	0.95
Roslund 7	1.219	8.034	-0.009	1.127	547	616 ± 62	0.54	0.86
Ruprecht 1	1.459	8.685	-0.065	0.736	317	351 ± 35	0.44	0.75
Ruprecht 10	2.02	8.539	-0.061	0.836	84	260 ± 26	0.5	0.61
Ruprecht 105	1.858	8.179	0.112	1.959	343	612 ± 61	0.49	0.71
Ruprecht 107	3.26	8.09	0.131	1.652	397	636 ± 64	0.61	0.71
Ruprecht 108	0.961	8.242	-0.111	0.804	69	77 ± 8	0.39	0.6
Ruprecht 111	1.388	9.058	0.035	1.706	443	509 ± 51	0.6	0.91
Ruprecht 119	1.882	7.997	0.18	1.972	690	950 ± 95	0.55	0.85
Ruprecht 120	1.755	7.391	0.177	2.407	107	906 ± 91	0.51	1.08
Ruprecht 127	2.137	7.125	0.153	2.989	584	932 ± 93	0.58	
Ruprecht 128	1.702	8.716	0.134	2.759	674	759 ± 76	0.62	0.64
Ruprecht 145	0.588	8.985	0.062	0.691	379	409 ± 41	0.52	0.76
Ruprecht 148	3.009	7.439	-0.14	2.292	257	414 ± 41	0.57	0.74
Ruprecht 16	2.61	8.37	-0.046	1.027	204	577 ± 58	0.36	0.84
Ruprecht 171	1.468	9.482	0.07	0.934	1234	1361 ± 136	0.6	0.83
Ruprecht 174	2.201	8.454	0.044	2.055	586	15733 ± 1573	0.46	0.8
Ruprecht 18	2.305	8.16	-0.053	2.127	830	3883 ± 388	0.58	0.88
Ruprecht 19	1.371	7.931	-0.048	0.344	165	198 ± 20	0.47	0.89
Ruprecht 25	5.623	8.933	-0.366	1.859	110	314 ± 31	0.61	

Ruprecht 26	1.038	8.035	-0.025	0.398	184	284 ± 28	0.62	0.6
Ruprecht 28	3.679	9.413	-0.045	0.901	358	6839 ± 684	0.69	0.77
Ruprecht 29	1.866	8.931	0.046	0.018	129	4661 ± 466	0.7	0.73
Ruprecht 34	2.489	8.34	-0.095	1.104	291	14542 ± 1454	0.43	1.11
Ruprecht 35	3.249	7.4	-0.153	1.953	399	579 ± 58	0.55	0.73
Ruprecht 4	3.584	8.85	-0.175	1.666	330	729 ± 73	0.63	1.26
Ruprecht 41	3.676	8.398	-0.114	1.298	676	921 ± 92	0.54	0.99
Ruprecht 42	5.205	8.452	-0.236	1.55	324	813 ± 81	0.53	
Ruprecht 44	4.139	7.217	-0.232	1.972	775	1147 ± 115	0.53	
Ruprecht 48	3.223	7.97	-0.115	1.493	376	710 ± 71	0.51	0.98
Ruprecht 50	1.978	8.922	0.035	0.33	59	143 ± 14	0.5	0.89
Ruprecht 54	3.839	8.153	-0.158	1.488	605	1525 ± 152	0.48	0.86
Ruprecht 58	2.834	8.698	-0.124	1.068	331	9959 ± 996	0.36	0.72
Ruprecht 60	4.116	8.914	-0.116	1.601	533	1123 ± 112	0.52	
Ruprecht 61	3.172	8.999	-0.139	1.286	241	529 ± 53	0.62	0.94
Ruprecht 63	3.521	8.545	-0.125	1.756	687	2221 ± 222	0.44	0.8
Ruprecht 66	4.154	9.031	-0.144	1.956	902	2447 ± 245	0.62	
Ruprecht 67	1.439	8.155	-0.012	1.716	163	375 ± 38	0.48	0.92
Ruprecht 68	2.71	9.244	-0.102	1.415	712	1299 ± 130	0.46	0.76
Ruprecht 71	1.795	7.426	0.095	1.25	308	2143 ± 214	0.58	0.69
Ruprecht 76	1.911	7.95	-0.014	1.655	81	95 ± 10	0.51	0.7
Ruprecht 8	2.027	8.553	-0.002	1.411	241	484 ± 48	0.48	0.99
Ruprecht 82	1.995	8.64	-0.006	1.195	333	631 ± 63	0.56	0.78
Ruprecht 84	1.788	8.317	-0.007	0.741	183	796 ± 80	0.42	0.76
Ruprecht 85	3.96	8.299	-0.029	3.093	1125	3031 ± 303	0.53	
Ruprecht 91	1.022	8.052	0.014	0.316	364	419 ± 42	0.38	0.78
Ruprecht 93	2.015	8.503	0.019	0.89	389	456 ± 46	0.49	0.77
Ruprecht 98	0.459	8.711	-0.127	0.77	175	190 ± 19	0.45	0.82
SAI 24	1.93	7.092	-0.016	2.033	725	5616 ± 562	0.75	0.78
SAI 25	2.122	7.043	-0.086	3.346	486	843 ± 84	0.65	
SAI 4	2.553	7.536	-0.115	1.829	205	271 ± 27	0.61	0.7
SAI 47	4.072	7.599	-0.296	2.112	124	232 ± 23	0.55	
SAI 81	3.534	8.367	-0.086	1.892	435	786 ± 79	0.6	
SAI 86	3.294	8.814	-0.13	2.057	311	696 ± 70	0.48	
SAI 91	3.235	8.536	-0.071	1.754	252	351 ± 35	0.43	0.8
SAI 94	3.933	9.006	-0.148	2.216	239	511 ± 51	0.59	
Skiff J0507+30.8	4.779	9.114	-0.353	1.815	526	1151 ± 115	0.64	
Skiff J0614+12.9	2.916	8.536	-0.151	1.924	182	280 ± 28	0.62	0.74
Skiff J0619+18.5	1.477	7.952	-0.126	1.167	200	8619 ± 862	0.43	0.76
Skiff J2330+60.2	2.698	7.336	-0.054	3.788	293	644 ± 64	0.64	
Stephenson 1	0.351	7.789	0.182	0.432	165	265 ± 26	0.23	0.77
Stock 1	0.386	8.733	0.059	0.33	253	307 ± 31	0.55	0.86
Stock 10	0.351	8.132	-0.12	0.683	163	218 ± 22	0.31	0.87
Stock 14	2.237	7.251	0.152	0.882	460	572 ± 57	0.56	0.92
Stock 20	2.41	7.25	-0.033	1.476	247	383 ± 38	0.61	1.6
Stock 21	1.831	8.597	-0.055	1.718	141	194 ± 19	0.43	0.67
Stock 23	0.596	8.152	-0.053	0.972	205	1945 ± 194	0.71	0.93

Stock 24	2.499	8.092	-0.067	1.838	309	710 ± 71	0.6	0.98
Stock 4	1.28	8.276	-0.23	0.73	270	3117 ± 312	0.73	0.79
Stock 5	0.92	8.067	0.122	1.678	291	2586 ± 259	0.72	0.84
Stock 7	0.659	8.175	0.067	1.743	228	322 ± 32	0.58	0.79
Teutsch 1	3.53	7.661	-0.253	2.052	181	379 ± 38	0.46	
Teutsch 103	2.438	8.662	-0.027	2.748	95	237 ± 24	0.38	
Teutsch 12	3.516	8.877	-0.204	2.159	386	1052 ± 105	0.64	
Teutsch 126	1.921	7.997	0.051	1.358	357	3423 ± 342	0.48	0.84
Teutsch 13	3.722	7.438	-0.297	2.147	425	762 ± 76	0.53	
Teutsch 132	3.122	7.219	-0.212	2.207	156	297 ± 30	0.58	
Teutsch 144	2.221	8.745	0.052	2.446	384	1516 ± 152	0.64	0.73
Teutsch 2	3.935	8.818	-0.242	2.048	322	780 ± 78	0.49	
Teutsch 22	3.276	8.543	0.064	2.867	397	1022 ± 102	0.57	
Teutsch 35	0.491	8.0	-0.01	0.031	170	196 ± 20	0.47	0.91
Teutsch 38	0.639	7.842	-0.004	0.262	222	442 ± 44	0.71	0.91
Teutsch 61	2.454	7.427	-0.113	2.011	176	518 ± 52	0.47	1.34
Tombaugh 1	2.372	9.121	-0.095	0.869	572	679 ± 68	0.49	0.66
Tombaugh 2	8.328	9.294	-0.424	1.216	798	2330 ± 233	0.78	
Tombaugh 5	1.545	8.353	0.02	2.505	1344	1792 ± 179	0.65	0.75
Trumpler 1	2.424	7.42	-0.046	1.815	423	559 ± 56	0.58	0.82
Trumpler 12	3.121	8.891	-0.02	0.782	522	1198 ± 120	0.48	0.86
Trumpler 14	2.271	6.72	0.025	1.786	1693	1739 ± 174	0.6	0.89
Trumpler 15	2.296	6.906	0.013	1.637	894	1075 ± 108	0.62	1.09
Trumpler 19	2.357	9.59	0.039	0.629	1145	1335 ± 134	0.59	0.84
Trumpler 2	0.669	8.027	-0.042	1.189	384	726 ± 73	0.41	0.85
Trumpler 21	1.264	7.802	0.073	0.828	221	261 ± 26	0.43	1.05
Trumpler 3	0.659	7.748	0.025	1.1	363	622 ± 62	0.4	0.86
Trumpler 30	1.305	8.336	0.076	1.311	499	669 ± 67	0.47	0.72
Trumpler 32	1.605	8.874	0.079	2.431	1097	1246 ± 125	0.58	0.84
Trumpler 33	1.333	7.836	0.061	1.488	216	761 ± 76	0.47	0.93
Turner 9	1.764	8.751	0.169	0.697	719	4863 ± 486	0.51	0.8
UBC 118	1.435	8.34	0.091	1.558	301	581 ± 58	0.37	0.76
UBC 133	1.45	7.813	0.187	2.964	426	4499 ± 450	0.74	0.97
UBC 136	1.348	8.223	0.18	2.483	444	2261 ± 226	0.65	0.73
UBC 151	1.628	8.213	0.129	1.144	332	510 ± 51	0.48	0.98
UBC 152	1.281	8.001	0.155	1.864	98	2801 ± 280	0.48	0.8
UBC 154	2.936	8.833	-0.005	1.734	403	1100 ± 110	0.52	1.13
UBC 157	1.149	8.254	0.001	0.893	100	331 ± 33	0.36	0.75
UBC 162	2.044	7.73	0.005	1.948	577	7326 ± 733	0.71	0.85
UBC 166	2.96	7.389	-0.037	1.477	970	1795 ± 180	0.49	0.89
UBC 169	1.372	8.475	-0.121	0.591	83	471 ± 47	0.46	0.65
UBC 172	2.456	8.35	-0.073	1.231	504	16956 ± 1696	0.51	0.82
UBC 175	1.274	8.655	-0.016	1.076	176	268 ± 27	0.53	0.94
UBC 177	1.079	8.101	0.103	2.221	128	232 ± 23	0.71	0.68
UBC 178	0.827	6.92	-0.047	2.114	478	2864 ± 286	0.49	0.96
UBC 179	1.16	8.325	0.156	1.935	268	359 ± 36	0.49	0.93
UBC 194	1.276	8.486	-0.112	0.772	178	579 ± 58	0.4	0.7

UBC 198	1.8	7.475	-0.122	1.485	465	20392 ± 2039	0.5	0.93
UBC 217	2.342	8.86	-0.124	0.492	131	5896 ± 590	0.51	0.64
UBC 220	2.649	7.345	-0.136	1.958	343	860 ± 86	0.48	0.97
UBC 225	2.618	8.951	-0.167	0.477	91	4366 ± 437	0.33	0.9
UBC 232	2.946	8.677	-0.005	0.042	181	6587 ± 659	0.68	0.92
UBC 233	2.192	8.837	0.151	0.311	219	9163 ± 916	0.49	0.83
UBC 237	1.721	8.498	-0.118	1.2	238	8535 ± 854	0.5	0.81
UBC 241	3.98	8.596	-0.159	0.673	337	623 ± 62	0.55	0.77
UBC 245	1.977	7.274	0.002	1.644	454	3755 ± 376	0.57	0.91
UBC 249	1.724	8.178	0.152	1.004	396	15979 ± 1598	0.55	0.98
UBC 251	1.792	7.881	0.147	1.55	321	1064 ± 106	0.44	0.96
UBC 253	1.572	8.332	-0.064	1.048	166	4743 ± 474	0.44	0.61
UBC 270	2.232	7.908	0.076	1.213	463	14999 ± 1500	0.54	0.76
UBC 290	1.579	8.019	-0.124	0.992	685	12442 ± 1244	0.55	0.84
UBC 292	2.053	7.48	0.13	1.386	868	2745 ± 274	0.49	0.96
UBC 300	1.753	8.54	0.105	2.168	333	2001 ± 200	0.59	0.69
UBC 303	1.705	8.829	0.114	1.711	224	776 ± 78	0.55	0.91
UBC 31	0.315	7.321	-0.128	0.846	276	358 ± 36	0.32	0.97
UBC 316	1.599	8.684	0.142	2.714	193	258 ± 26	0.57	0.67
UBC 319	1.305	8.069	0.175	1.799	416	704 ± 70	0.51	0.91
UBC 340	1.265	7.413	0.161	2.376	360	1249 ± 125	0.57	1.0
UBC 347	1.267	8.727	0.069	3.004	149	185 ± 18	0.66	0.82
UBC 354	1.397	8.546	0.152	2.767	1043	1177 ± 118	0.59	1.0
UBC 356	1.057	8.174	0.059	1.743	127	298 ± 30	0.62	0.84
UBC 36	1.752	8.679	-0.07	1.345	70	283 ± 28	0.44	0.82
UBC 361	1.508	7.858	0.171	2.144	256	1386 ± 139	0.68	0.66
UBC 364	1.591	8.719	0.068	1.925	136	646 ± 65	0.66	0.8
UBC 366	1.725	8.651	0.053	0.975	128	180 ± 18	0.49	0.75
UBC 373	1.235	7.216	0.006	3.124	174	213 ± 21	0.57	1.07
UBC 378	1.428	8.714	-0.034	2.106	199	5940 ± 594	0.58	0.93
UBC 381	2.037	8.003	0.059	1.902	96	345 ± 34	0.64	0.7
UBC 382	2.124	8.34	-0.008	1.226	178	9623 ± 962	0.44	0.68
UBC 384	2.385	7.707	0.039	1.726	577	4582 ± 458	0.61	0.97
UBC 386	1.135	6.894	0.036	1.505	158	1120 ± 112	0.58	0.93
UBC 387	1.526	8.569	0.056	1.746	92	598 ± 60	0.7	1.0
UBC 389	2.092	8.068	0.024	1.641	114	662 ± 66	0.5	0.97
UBC 395	2.2	7.487	-0.138	2.117	387	1797 ± 180	0.54	0.96
UBC 396	1.018	7.132	-0.071	2.679	105	383 ± 38	0.42	0.89
UBC 397	3.159	7.064	-0.107	2.693	299	719 ± 72	0.54	
UBC 41	2.065	7.984	0.006	1.489	106	152 ± 15	0.51	0.88
UBC 413	2.228	7.883	-0.043	2.051	108	385 ± 38	0.64	1.04
UBC 415	0.867	7.425	-0.114	1.442	83	2639 ± 264	0.73	0.69
UBC 417	2.142	8.614	-0.002	0.599	292	12636 ± 1264	0.42	0.88
UBC 422	2.35	7.397	-0.149	2.272	568	5437 ± 544	0.53	0.96
UBC 424	1.957	8.693	-0.139	1.97	178	6473 ± 647	0.56	1.01
UBC 429	2.412	8.832	-0.197	2.163	159	426 ± 43	0.57	0.96
UBC 433	4.048	9.106	-0.306	1.863	282	645 ± 64	0.73	

UBC 436	2.886	8.753	-0.179	1.253	382	1170 ± 117	0.41	0.95
UBC 437	1.756	7.825	-0.122	1.847	232	7490 ± 749	0.5	0.93
UBC 439	2.572	8.458	-0.175	1.389	233	1383 ± 138	0.47	0.91
UBC 442	3.864	8.953	-0.202	1.455	234	447 ± 45	0.73	0.88
UBC 445	2.45	8.772	-0.182	0.839	160	5888 ± 589	0.48	0.71
UBC 448	2.925	8.921	-0.189	0.38	341	17953 ± 1795	0.39	0.84
UBC 449	3.505	8.939	-0.152	0.855	297	5220 ± 522	0.53	0.87
UBC 450	2.647	7.936	-0.13	1.078	509	7564 ± 756	0.46	0.95
UBC 451	1.707	8.472	-0.1	0.221	52	103 ± 10	0.52	1.02
UBC 460	2.61	7.597	-0.111	1.131	591	2633 ± 263	0.48	0.96
UBC 462	2.884	8.29	-0.054	0.578	313	870 ± 87	0.57	1.01
UBC 463	1.898	8.0	-0.079	0.01	69	101 ± 10	0.72	0.76
UBC 467	4.722	9.143	-0.046	0.527	206	793 ± 79	0.7	1.21
UBC 472	1.753	9.049	-0.069	2.209	113	130 ± 13	0.7	0.53
UBC 475	1.962	8.109	-0.058	0.82	116	5313 ± 531	0.37	0.74
UBC 476	3.431	8.48	-0.144	1.153	718	4024 ± 402	0.49	0.97
UBC 479	1.42	7.248	0.061	1.338	230	3715 ± 372	0.71	0.83
UBC 482	1.902	7.463	0.052	1.176	987	28145 ± 2814	0.51	0.98
UBC 483	1.817	7.501	0.169	2.033	149	228 ± 23	0.58	0.89
UBC 484	1.951	8.127	0.013	1.575	138	348 ± 35	0.42	0.66
UBC 485	1.675	8.646	-0.011	1.546	140	260 ± 26	0.51	0.99
UBC 490	2.58	8.198	-0.045	1.634	1124	28859 ± 2886	0.55	0.92
UBC 492	2.211	8.227	-0.009	1.408	163	1119 ± 112	0.53	0.83
UBC 493	1.607	8.913	-0.017	1.071	94	104 ± 10	0.65	0.7
UBC 496	1.592	8.195	-0.095	0.566	77	207 ± 21	0.57	1.02
UBC 499	2.277	7.369	0.013	1.314	434	6677 ± 668	0.5	0.91
UBC 500	2.292	8.309	0.024	1.318	317	2587 ± 259	0.42	0.99
UBC 502	1.681	8.678	0.011	0.748	194	552 ± 55	0.62	0.94
UBC 503	1.95	9.1	-0.028	0.798	91	102 ± 10	0.41	0.71
UBC 514	1.813	9.495	-0.21	0.552	117	405 ± 40	0.69	0.82
UBC 520	1.868	8.75	0.016	1.567	126	256 ± 26	0.43	0.6
UBC 521	2.488	8.753	0.13	2.338	319	804 ± 80	0.66	
UBC 527	1.658	8.308	0.054	1.077	118	139 ± 14	0.53	0.7
UBC 532	1.709	7.807	0.137	2.667	165	372 ± 37	0.5	0.8
UBC 533	1.228	8.378	0.018	0.882	61	318 ± 32	0.32	0.95
UBC 534	1.563	8.049	0.099	1.587	220	503 ± 50	0.54	1.11
UBC 557	1.421	7.584	0.115	1.629	196	4685 ± 468	0.57	1.15
UBC 563	1.06	8.161	0.107	1.896	113	127 ± 13	0.47	0.72
UBC 57	1.747	9.217	-0.142	1.541	102	134 ± 13	0.55	0.61
UBC 574	1.411	8.615	0.157	2.699	885	937 ± 94	0.61	1.2
UBC 576	1.285	7.413	0.018	3.053	112	566 ± 57	0.53	1.16
UBC 582	1.098	7.267	0.044	0.518	66	1375 ± 138	0.36	0.78
UBC 586	2.54	9.073	0.008	1.397	267	6530 ± 653	0.45	0.87
UBC 591	2.067	8.086	0.025	1.209	97	5643 ± 564	0.46	0.83
UBC 599	4.079	8.487	-0.269	1.417	98	211 ± 21	0.56	
UBC 607	3.824	9.563	-0.234	2.042	259	1809 ± 181	0.78	6.7
UBC 615	2.624	9.527	-0.184	0.207	421	23996 ± 2400	0.39	1.02

UBC 619	3.321	9.534	-0.219	0.34	491	29044 ± 2904	0.45	0.94
UBC 626	4.37	8.849	-0.167	1.17	394	726 ± 73	0.59	0.77
UBC 63	1.478	7.347	-0.106	0.746	134	2814 ± 281	0.46	0.88
UBC 634	2.645	7.814	-0.117	1.016	141	634 ± 63	0.51	1.02
UBC 636	2.699	8.831	-0.058	0.59	138	597 ± 60	0.51	1.02
UBC 637	4.817	9.439	-0.077	0.14	213	4297 ± 430	0.51	0.93
UBC 638	4.907	9.431	-0.116	0.147	172	4166 ± 417	0.47	0.82
UBC 641	3.21	7.379	-0.124	1.263	332	745 ± 74	0.6	1.09
UBC 643	3.396	8.573	-0.055	1.528	196	835 ± 84	0.64	0.8
UBC 648	4.118	9.77	-0.151	0.266	136	604 ± 60	0.71	0.97
UBC 655	3.286	7.395	0.025	1.506	110	1000 ± 100	0.52	0.81
UBC 68	1.92	8.08	-0.131	1.219	154	1428 ± 143	0.4	0.74
UBC 80	2.047	7.679	-0.085	0.901	98	173 ± 17	0.54	0.7
UFMG 3	1.772	7.776	0.16	2.697	964	1685 ± 168	0.61	0.91
UFMG 30	1.158	8.16	0.123	1.341	95	544 ± 54	0.57	0.76
UFMG 34	2.124	8.937	0.092	3.219	316	562 ± 56	0.64	
UFMG 58	5.046	8.451	-0.111	2.994	312	833 ± 83	0.58	
UFMG 59	1.28	7.899	-0.001	1.207	47	85 ± 8	0.41	0.78
UPK 113	0.683	8.037	0.063	0.195	76	423 ± 42	0.73	0.62
UPK 119	0.767	8.832	-0.004	1.403	44	141 ± 14	0.39	0.89
UPK 12	0.638	8.393	0.039	0.362	78	110 ± 11	0.38	0.85
UPK 155	0.866	8.196	0.002	1.248	164	2385 ± 238	0.56	0.92
UPK 16	0.792	8.345	-0.104	0.482	92	152 ± 15	0.62	0.78
UPK 168	0.513	8.167	-0.003	0.54	433	3999 ± 400	0.69	0.96
UPK 169	0.832	7.173	-0.286	2.442	242	704 ± 70	0.62	0.63
UPK 17	0.657	8.674	-0.06	1.718	175	227 ± 23	0.47	0.84
UPK 178	0.917	8.179	0.12	2.268	89	1286 ± 129	0.71	0.9
UPK 18	0.749	8.788	-0.228	1.034	67	367 ± 37	0.71	0.77
UPK 180	0.844	8.245	-0.209	1.257	129	835 ± 84	0.69	0.85
UPK 21	0.579	8.88	0.198	1.448	99	101 ± 10	0.45	1.43
UPK 219	0.795	8.305	0.104	1.519	65	228 ± 23	0.55	1.08
UPK 220	0.944	7.477	0.025	2.784	540	12809 ± 1281	0.57	0.9
UPK 23	0.953	8.066	-0.219	1.501	94	1302 ± 130	0.74	0.72
UPK 230	0.533	7.8	-0.029	1.407	63	83 ± 8	0.34	0.92
UPK 24	0.498	8.736	-0.373	1.349	65	104 ± 10	0.88	1.23
UPK 25	0.717	8.33	-0.232	2.355	67	78 ± 8	0.74	0.6
UPK 265	0.832	8.322	-0.176	2.1	140	1520 ± 152	0.75	0.67
UPK 28	0.877	7.461	0.162	3.255	170	5051 ± 505	0.53	0.89
UPK 282	0.765	8.406	-0.041	0.312	54	71 ± 7	0.35	0.75
UPK 29	0.649	8.546	0.138	2.682	126	138 ± 14	0.61	0.97
UPK 294	0.73	8.305	-0.269	2.09	114	1073 ± 107	0.68	0.91
UPK 296	0.525	8.428	0.052	0.355	80	235 ± 24	0.45	1.1
UPK 312	0.68	8.713	-0.187	1.284	52	78 ± 8	0.64	0.83
UPK 33	0.499	8.028	0.032	2.186	73	157 ± 16	0.73	0.85
UPK 333	0.614	8.835	-0.168	1.277	103	280 ± 28	0.5	0.71
UPK 379	0.744	8.143	0.009	0.788	122	2032 ± 203	0.41	0.81
UPK 38	0.575	7.023	-0.044	2.319	50	339 ± 34	0.68	0.94

UPK 381	0.692	8.604	0.002	0.314	103	144 ± 14	0.49	0.95
UPK 385	0.308	7.436	0.192	0.677	46	81 ± 8	0.48	1.01
UPK 394	0.778	8.492	-0.118	0.337	92	205 ± 20	0.47	0.78
UPK 40	0.636	8.678	-0.128	1.132	121	245 ± 24	0.73	0.87
UPK 418	0.825	8.0	-0.068	0.062	83	218 ± 22	0.41	0.86
UPK 42	0.58	8.428	-0.099	1.71	156	470 ± 47	0.56	0.64
UPK 429	0.855	8.0	-0.068	0.01	261	1684 ± 168	0.51	0.83
UPK 431	0.716	8.0	-0.06	0.093	210	289 ± 29	0.47	0.81
UPK 433	0.76	8.584	-0.055	0.376	144	205 ± 20	0.41	0.84
UPK 436	0.809	7.724	-0.003	0.465	265	569 ± 57	0.62	0.84
UPK 442	0.61	8.251	-0.078	0.365	216	617 ± 62	0.71	0.91
UPK 445	0.655	7.163	-0.203	0.727	116	257 ± 26	0.46	0.99
UPK 45	0.849	8.28	-0.033	1.057	116	897 ± 90	0.72	0.72
UPK 452	0.607	8.302	0.181	0.165	19	23 ± 2	0.21	0.79
UPK 46	0.666	8.465	0.025	0.789	90	353 ± 35	0.59	0.72
UPK 467	0.572	8.0	-0.045	0.01	173	231 ± 23	0.39	0.94
UPK 470	0.982	7.972	-0.004	0.32	355	6348 ± 635	0.7	0.71
UPK 495	0.611	8.987	-0.201	0.257	160	397 ± 40	0.57	0.95
UPK 50	0.989	8.215	0.042	1.498	216	1502 ± 150	0.62	1.04
UPK 502	0.675	8.458	0.045	0.184	73	130 ± 13	0.59	0.8
UPK 508	0.813	8.535	-0.089	0.922	83	106 ± 11	0.64	0.57
UPK 524	0.545	8.642	-0.085	0.285	211	314 ± 31	0.53	1.02
UPK 528	0.951	8.454	-0.093	0.945	110	159 ± 16	0.45	0.72
UPK 53	0.582	8.328	0.042	1.435	193	264 ± 26	0.39	0.82
UPK 533	0.338	8.454	0.072	0.086	77	191 ± 19	0.62	0.99
UPK 535	0.321	7.723	0.056	0.25	157	253 ± 25	0.37	0.87
UPK 537	0.594	8.347	0.053	0.703	144	659 ± 66	0.74	0.69
UPK 54	0.798	8.305	-0.188	1.252	216	1317 ± 132	0.8	0.88
UPK 542	0.77	8.773	-0.229	0.638	73	110 ± 11	0.68	0.82
UPK 55	0.779	8.488	-0.048	0.761	111	858 ± 86	0.59	0.85
UPK 552	0.331	8.437	0.006	0.095	62	134 ± 13	0.57	0.63
UPK 560	0.592	8.726	-0.117	0.2	237	1349 ± 135	0.48	0.85
UPK 562	0.846	8.367	-0.069	0.309	226	449 ± 45	0.65	0.85
UPK 567	0.633	8.659	-0.054	0.69	120	150 ± 15	0.48	0.72
UPK 578	0.907	8.906	0.1	0.881	108	115 ± 12	0.63	0.82
UPK 585	0.703	8.451	-0.233	0.446	68	180 ± 18	0.78	0.67
UPK 587	0.88	8.563	-0.228	0.355	304	1583 ± 158	0.79	0.72
UPK 604	0.74	7.022	-0.098	1.364	69	99 ± 10	0.43	0.85
UPK 605	0.726	8.575	-0.141	0.203	86	137 ± 14	0.63	0.67
UPK 612	0.231	8.5	0.121	0.169	138	233 ± 23	0.51	0.98
UPK 613	0.841	8.387	-0.231	0.656	67	660 ± 66	0.59	0.75
UPK 614	0.885	8.473	-0.011	0.491	98	156 ± 16	0.57	0.69
UPK 617	0.713	8.292	-0.022	0.601	106	160 ± 16	0.4	0.57
UPK 62	0.874	8.36	-0.041	3.753	105	233 ± 23	0.74	0.51
UPK 621	0.874	8.174	0.019	1.101	294	3490 ± 349	0.65	0.75
UPK 626	0.496	8.529	-0.007	0.753	76	135 ± 14	0.5	0.84
UPK 629	1.82	8.054	0.031	1.688	292	6590 ± 659	0.65	0.65

UPK 640	0.175	7.386	0.145	0.321	270	304 ± 30	0.26	1.02
UPK 65	0.748	8.396	-0.271	1.406	74	744 ± 74	0.61	1.04
UPK 654	0.497	8.517	-0.048	0.458	80	207 ± 21	0.46	0.63
UPK 82	0.504	8.119	-0.051	0.379	160	638 ± 64	0.54	0.89
UPK 84	0.896	9.056	-0.011	0.231	178	218 ± 22	0.51	0.76
UPK 93	0.637	8.766	-0.228	0.41	117	413 ± 41	0.71	0.8
UPK 94	0.933	8.626	-0.04	1.211	85	236 ± 24	0.56	0.99
UPK 99	0.753	8.664	-0.126	0.351	42	96 ± 10	0.41	0.6
vdBergh 1	1.672	7.264	-0.087	2.487	203	546 ± 55	0.45	0.74
vdBergh 130	1.559	6.742	0.051	2.45	255	651 ± 65	0.51	0.93
vdBergh 80	0.937	6.933	-0.053	2.108	175	2345 ± 234	0.66	1.09
vdBergh 92	1.084	6.83	-0.076	0.972	648	964 ± 96	0.44	0.97

Tabela 9 – Tabela contendo os resultados de determinação de massa da amostra de 895 aglomerado abertos. Além dos parâmetros fundamentais, temos a coluna M_{obs} referente a massa total observada, M_{tot} representa a massa total determinada usando o método FM detalhada, $Fração_{bin}$ a fração de binárias e R_{med} a razão do raio médio das concentrações de massa concernente a segregação de massa.

Referências

Adams, J. D. et al. The Mass and Structure of the Pleiades Star Cluster from 2MASS. AJ, v. 121, n. 4, p. 2053–2064, abr. 2001. 31, 87, 88

Alter, G. A photographic survey of galactic clusters. V. NGC 189, I 1590, NGC 358, 366, 381, 433, 436, 457, 609, 637, I 166, NGC 743. MNRAS, v. 104, p. 179, jan. 1944. 103

Anders, F. et al. Photo-astrometric distances, extinctions, and astrophysical parameters for Gaia EDR3 stars brighter than G = 18.5. A&A, v. 658, p. A91, fev. 2022. 10, 34, 84, 123

Baade, W. The Resolution of Messier 32, NGC 205, and the Central Region of the Andromeda Nebula. ApJ, v. 100, p. 137, set. 1944. 17

Bai, L. et al. Discovery of Extended Structure Around Open Cluster COIN-Gaia 13 Based on Gaia EDR3. *Research in Astronomy and Astrophysics*, v. 22, n. 5, p. 055022, maio 2022. 112, 113, 124

Bate, M. R.; Bonnell, I. A.; Bromm, V. The formation mechanism of brown dwarfs. MNRAS, v. 332, n. 3, p. L65–L68, maio 2002. 82

Beckwith, S. V. W. et al. The Hubble Ultra Deep Field. AJ, v. 132, n. 5, p. 1729–1755, nov. 2006. 16

Bertelli, G. et al. Theoretical isochrones from models with new radiative opacities. A&AS, v. 106, p. 275–302, ago. 1994. 39

Bertelli, G. et al. Scaled solar tracks and isochrones in a large region of the Z-Y plane. I. From the ZAMS to the TP-AGB end for 0.15-2.5 {M} stars. A&A, v. 484, n. 3, p. 815–830, jun. 2008. 39

Bettis, C. Statistical identification of binaries in star clusters. PASP, v. 87, p. 707–715, out. 1975. 81, 82

Bisht, D. et al. A comprehensive study of open clusters Czernik 14, Haffner 14, Haffner 17 and King 10 using multicolour photometry and Gaia DR2 astrometry. MNRAS, v. 494, n. 1, p. 607–623, maio 2020. 34, 112, 113, 124

Bodensteiner, J. et al. Infrared nebulae around bright massive stars as indicators for binary interactions. A&A, v. 618, p. A110, out. 2018. 83

Bonatto, C.; Bica, E. Detailed analysis of open clusters: A mass function break and evidence of a fundamental plane. A&A, v. 437, n. 2, p. 483–500, jul. 2005. 12, 31, 51, 111, 112, 123

Bressan, A. et al. Evolutionary Sequences of Stellar Models with New Radiative Opacities. II. Z = 0.02. A&AS, v. 100, p. 647, set. 1993. 39

Bressan, A. et al. PARSEC: stellar tracks and isochrones with the PAdova and TRieste Stellar Evolution Code. MNRAS, v. 427, n. 1, p. 127–145, nov. 2012. 7, 25, 33, 34, 39

Cantat-Gaudin, T.; Anders, F. Clusters and mirages: cataloguing stellar aggregates in the Milky Way. A&A, v. 633, p. A99, jan. 2020. 38

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. 38

Carrera, R. et al. OCCASO. IV. Radial velocities and open cluster kinematics. A&A, v. 658, p. A14, fev. 2022. 105

Casamiquela, L. et al. Abundance-age relations with red clump stars in open clusters. A&A, v. 652, p. A25, ago. 2021. 105

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. 38

Chabrier, G. Galactic Stellar and Substellar Initial Mass Function. PASP, v. 115, n. 809, p. 763–795, jul. 2003. 28, 29

CHAISSON, E.; MCMILLAN, S. *Astronomy Today*. Pearson, 2018. ISBN 9780134450278. Disponível em: <https://books.google.com.br/books?id=5a0xvgAACAAJ>. 18

CHEN, W. P.; CHEN, C. W.; SHU, C. G. Morphology of galactic open clusters. *The Astronomical Journal*, American Astronomical Society, v. 128, n. 5, p. 2306–2315, nov 2004. Disponível em: <https://doi.org/10.1086/424855>. 7, 22, 23

Converse, J. M.; Stahler, S. W. The Distribution of Stellar Mass in the Pleiades. ApJ, v. 678, n. 1, p. 431–445, maio 2008. 87, 88

DALGARNO, A. The galactic cosmic ray ionization rate. *Proceedings of the National Academy of Sciences*, National Academy of Sciences, v. 103, n. 33, p. 12269–12273, 2006. ISSN 0027-8424. Disponível em: <https://www.pnas.org/content/103/33/12269>. 18

Danilov, V. M.; Seleznev, A. F. On the Motion of Stars in the Pleiades According to Gaia DR2 Data. *Astrophysical Bulletin*, v. 75, n. 4, p. 407–424, out. 2020. 87, 88

Danver, C.-G. A Morphological Investigation of Some Near Galaxies with Regard to the Lengths and the Form of their Arms, their Inclinations and their Symmetry Properties. *Annals of the Observatory of Lund*, v. 10, p. 3–193, jan. 1942. 19

de la Vega, A. et al. Phase wrapping of epicyclic perturbations in the Wobbly Galaxy. MNRAS, v. 454, n. 1, p. 933–945, nov. 2015. 19

Deason, A. J. et al. The edge of the Galaxy. MNRAS, v. 496, n. 3, p. 3929–3942, ago. 2020. 17

DEVORKIN, D.; RUSSELL, H. *Henry Norris Russell: Dean of American Astronomers*. Princeton University Press, 2000. ISBN 9780691049182. Disponível em: <https://books.google.com.br/books?id=hAE_6QX28qUC>. 24

Dias, W. S. et al. Astrometric and photometric study of Dias 4, Dias 6, and other five open clusters using ground-based and Gaia DR2 data. MNRAS, v. 481, n. 3, p. 3887–3901, dez. 2018. 27

Dias, W. S. et al. Updated parameters of 1743 open clusters based on Gaia DR2. MNRAS, v. 504, n. 1, p. 356–371, jun. 2021. 7, 20, 21, 38, 41, 80, 122

D'Onghia, E.; Vogelsberger, M.; Hernquist, L. Self-perpetuating Spiral Arms in Disk Galaxies. ApJ, v. 766, n. 1, p. 34, mar. 2013. 19

Durgapal, A. K.; Pandey, A. K. Structure and mass function of five intermediate/old open clusters. A&A, v. 375, p. 840–850, set. 2001. 34

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, ago. 2020. 38

Fitzgerald, M. T. et al. Photometric and Proper Motion Study of the Neglected Open Cluster NGC 2215. AJ, v. 149, n. 6, p. 190, jun. 2015. 95

Fitzpatrick, E. L. et al. An Analysis of the Shapes of Interstellar Extinction Curves. VII. Milky Way Spectrophotometric Optical-through-ultraviolet Extinction and Its R-dependence. ApJ, v. 886, n. 2, p. 108, dez. 2019. 42

Gaia Collaboration et al. Gaia early data release 3 - summary of the contents and survey properties. *A&A*, v. 649, p. A1, 2021. Disponível em: <https://doi.org/10.1051/0004-6361/202039657>. 35, 38

Gaia Collaboration et al. The Gaia mission. A&A, v. 595, p. A1, nov. 2016. 38

Galadi-Enriquez, D.; Jordi, C.; Trullols, E. The overlapping open clusters NGC 1750 and NGC 1758. III. Cluster-field segregation and clusters physical parameters. A&A, v. 337, p. 125–140, set. 1998. 93

Gao, X.-h. An Investigation of the Pleiades Cluster Using Machine Learning. PASP, v. 131, n. 998, p. 044101, abr. 2019. 82, 87, 88

Girardi, L. et al. Evolutionary tracks and isochrones for low- and intermediate-mass stars: From 0.15 to 7 M_{sun}, and from Z=0.0004 to 0.03. A&AS, v. 141, p. 371–383, fev. 2000. 39

Grand, R. J. J.; Kawata, D.; Cropper, M. The dynamics of stars around spiral arms. MNRAS, v. 421, n. 2, p. 1529–1538, abr. 2012. 19

Gunawardhana, M. L. P. et al. Galaxy and Mass Assembly (GAMA): the star formation rate dependence of the stellar initial mass function. MNRAS, v. 415, n. 2, p. 1647–1662, ago. 2011. 120

HAMBLY, N. C. et al. The very low-mass main sequence in the Galactic cluster Praesepe. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 273, n. 2, p. 505–512, 03 1995. ISSN 0035-8711. Disponível em: <https://doi.org/10.1093/mnras/273.2.505>. 88

Hauck, B. et al. The general catalogue of photometric data. A&AS, v. 85, p. 989, nov. 1990. 30

Hetem, A.; Gregorio-Hetem, J. Fractal statistics in young star clusters: structural parameters and dynamical evolution. MNRAS, v. 490, n. 2, p. 2521–2541, dez. 2019. 34

Joshi, Y. C. et al. Study of open clusters within 1.8 kpc and understanding the Galactic structure. A&A, v. 593, p. A116, out. 2016. 30, 32, 116, 117, 118, 124

Kennicutt ROBERT C., J.; Tamblyn, P.; Congdon, C. E. Past and Future Star Formation in Disk Galaxies. ApJ, v. 435, p. 22, nov. 1994. 7, 29

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. 32

Kharchenko, N. V. et al. Astrophysical supplements to the ASCC-2.5: Ia. Radial velocities of ∼55000 stars and mean radial velocities of 516 Galactic open clusters and associations. *Astronomische Nachrichten*, v. 328, n. 9, p. 889, nov. 2007. 31

King, I. The structure of star clusters. I. an empirical density law. AJ, v. 67, p. 471, out. 1962. 31, 40, 103

Kiral, A. The galactic cluster NGC 2254. A&A, v. 2, p. 25–27, maio 1969. 91

Klein Wassink, W. J. The proper motion and the distance of the Praesepe cluster. *Publications of the Kapteyn Astronomical Laboratory Groningen*, v. 41, p. 1–48, jan. 1927. 30

Kroupa, P. On the variation of the initial mass function. MNRAS, v. 322, n. 2, p. 231–246, abr. 2001. 28

Kuiper, G. P. The Empirical Mass-Luminosity Relation. ApJ, v. 88, p. 472, nov. 1938. 40

Kyritsis, E. et al. A new automated tool for the spectral classification of OB stars. A&A, v. 657, p. A62, jan. 2022. 83

Lada, C. J. The physics and modes of star cluster formation: observations. *Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series A*, v. 368, n. 1913, p. 713–731, jan. 2010. 21

Lee, V. J.; Burkhead, M. S. Preliminary photometry of the open cluster NGC 609. AJ, v. 76, p. 467–469, jun. 1971. 103

Lin, C. C.; Shu, F. H. On the Spiral Structure of Disk Galaxies. ApJ, v. 140, p. 646, ago. 1964. 19

Littlefair, S. P. et al. Mass segregation in the young open cluster NGC 2547. MNRAS, v. 345, n. 4, p. 1205–1211, nov. 2003. 22

Liu, L.; Pang, X. A Catalog of Newly Identified Star Clusters in Gaia DR2. ApJS, v. 245, n. 2, p. 32, dez. 2019. 38

Lodieu, N. et al. A wide deep infrared look at the Pleiades with UKIDSS: new constraints on the substellar binary fraction and the low-mass initial mass function. MNRAS, v. 380, n. 2, p. 712–732, ago. 2007. 81, 82

Maíz Apellániz, J. et al. MONOS: Multiplicity Of Northern O-type Spectroscopic systems. I. Project description and spectral classifications and visual multiplicity of previously known objects. A&A, v. 626, p. A20, jun. 2019. 99

Marigo, P. Chemical yields from low- and intermediate-mass stars: Model predictions and basic observational constraints. A&A, v. 370, p. 194–217, abr. 2001. 39

Marigo, P. et al. A New Generation of PARSEC-COLIBRI Stellar Isochrones Including the TP-AGB Phase. ApJ, v. 835, n. 1, p. 77, jan. 2017. 34

MARTÍN, E. L. et al. A hubble space telescope wide field planetary camera 2 survey for brown dwarf binaries in the α persei and pleiades open clusters. *The Astrophysical Journal*, IOP Publishing, v. 594, n. 1, p. 525, 2003. 81

Martinez-Medina, L.; Pérez-Villegas, A.; Peimbert, A. Kinematic footprint of the Milky Way spiral arms in Gaia EDR3. MNRAS, v. 512, n. 2, p. 1574–1583, maio 2022. 19

Massey, P. The Slope of the Upper End of the IMF and the Upper Mass Limit: An Observer's Perspective. In: Treyer, M. et al. (Ed.). *UP2010: Have Observations Revealed a Variable Upper End of the Initial Mass Function?* [S.l.: s.n.], 2011. (Astronomical Society of the Pacific Conference Series, v. 440), p. 29. 120

Maxted, P. F. L.; Jeffries, R. D. On the frequency of close binary systems among very low-mass stars and brown dwarfs. MNRAS, v. 362, n. 1, p. L45–L49, set. 2005. 81, 82

Mondal, D.; Chattopadhyay, T. Role of galactic bars in the formation of spiral arms: a study through orbital and escape dynamics—I. *Celestial Mechanics and Dynamical Astronomy*, v. 133, n. 9, p. 43, set. 2021. 19

Monteiro, H. et al. The distribution of open clusters in the Galaxy. *Frontiers in Astronomy and Space Sciences*, v. 8, p. 62, maio 2021. 27, 38

Monteiro, H.; Dias, W. S. Distances and ages from isochrone fits of 150 open clusters using Gaia DR2 data. MNRAS, v. 487, n. 2, p. 2385–2406, ago. 2019. 27

Monteiro, H.; Dias, W. S.; Caetano, T. C. Fitting isochrones to open cluster photometric data. A new global optimization tool. A&A, v. 516, p. A2, jun. 2010. 27

Monteiro, H. et al. The OPD photometric survey of open clusters II. robust determination of the fundamental parameters of 24 open clusters. New A, v. 51, p. 15–27, fev. 2017. 38

Monteiro, H. et al. Fundamental parameters for 45 open clusters with Gaia DR2, an improved extinction correction and a metallicity gradient prior. MNRAS, v. 499, n. 2, p. 1874–1889, dez. 2020. 38

Moraux, E. et al. Brown dwarfs in the Pleiades cluster: Clues to the substellar mass function. A&A, v. 400, p. 891–902, mar. 2003. 31

Moraux, E.; Kroupa, P.; Bouvier, J. The Pleiades mass function: Models versus observations. A&A, v. 426, p. 75–80, out. 2004. 31

Offner, S. S. R. et al. The Origin and Universality of the Stellar Initial Mass Function. In: Beuther, H. et al. (Ed.). *Protostars and Planets VI*. [S.l.: s.n.], 2014. p. 53. 7, 28

Pandey, A. K.; Mahra, H. S.; Sagar, R. Effect of mass segregation on mass function of young open clusters. *Bulletin of the Astronomical Society of India*, v. 20, p. 287–295, set. 1992. 34

Perryman, M. A. C. et al. GAIA: Composition, formation and evolution of the Galaxy. A&A, v. 369, p. 339–363, abr. 2001. 16

Pinfield, D. J. et al. Brown dwarfs and low-mass stars in the Pleiades and Praesepe: membership and binarity. MNRAS, v. 342, n. 4, p. 1241–1259, jul. 2003. 81, 82

Pinfield, D. J.; Jameson, R. F.; Hodgkin, S. T. The mass of the Pleiades. MNRAS, v. 299, n. 4, p. 955–964, out. 1998. 87, 88

Piskunov, A. E. et al. Towards absolute scales for the radii and masses of open clusters. A&A, v. 468, n. 1, p. 151–161, jun. 2007. 31, 40, 123

Piskunov, A. E. et al. Tidal radii and masses of open clusters. A&A, v. 477, n. 1, p. 165–172, jan. 2008. 11, 31, 32, 111

Posti, L.; Helmi, A. Mass and shape of the Milky Way's dark matter halo with globular clusters from Gaia and Hubble. A&A, v. 621, p. A56, jan. 2019. 18

Prosser, C. F.; Stauffer, J.; Kraft, R. P. The Search for Faint Members of the Pleiades. II. Colors, Spectral Types, and H-alpha Emission Line Strengths for M Dwarfs in the Pleiades, Hyades, and Gliese Field. AJ, v. 101, p. 1361, abr. 1991. 87

Raboud, D. VizieR Online Data Catalog: Binarity among B-stars in NGC 6231 (Raboud, 1996). *VizieR Online Data Catalog*, p. J/A+A/315/384, maio 1996. 30

RABOUD, D.; MERMILLIOD, J.-C. Investigation of the pleiades cluster. iv. the radial structure. *arXiv preprint astro-ph/9708144*, 1997. 87, 88

Raboud, D.; Mermilliod, J. C. Evolution of mass segregation in open clusters: some observational evidences. A&A, v. 333, p. 897–909, maio 1998. 30

Raboud, D.; Mermilliod, J. C. Investigation of the Pleiades cluster. IV. The radial structure. A&A, v. 329, p. 101–114, jan. 1998. 30, 88

Rangwal, G. et al. Astrometric and photometric study of NGC 6067, NGC 2506, and IC 4651 open clusters based on wide-field ground and Gaia DR2 data. MNRAS, v. 490, n. 1, p. 1383–1396, nov. 2019. 34

Roberts, W. W. Large-Scale Shock Formation in Spiral Galaxies and its Implications on Star Formation. ApJ, v. 158, p. 123, out. 1969. 21

Roca-Fàbrega, S. et al. On galaxy spiral arms' nature as revealed by rotation frequencies. MNRAS, v. 432, n. 4, p. 2878–2885, jul. 2013. 19

Salpeter, E. E. The Luminosity Function and Stellar Evolution. ApJ, v. 121, p. 161, jan. 1955. 27, 28, 29

Scalo, J. M. The initial mass function of massive stars in galaxies Empirical evidence. In: De Loore, C. W. H.; Willis, A. J.; Laskarides, P. (Ed.). *Luminous Stars and Associations in Galaxies*. [S.l.: s.n.], 1986. v. 116, p. 451–466. 29

Schneider, P. *Extragalactic Astronomy and Cosmology*. [S.l.: s.n.], 2006. 7, 24

Shen, J.; Zheng, X.-W. The bar and spiral arms in the Milky Way: structure and kinematics. *Research in Astronomy and Astrophysics*, v. 20, n. 10, p. 159, out. 2020. 7, 20

Shu, F. H.; Adams, F. C.; Lizano, S. Star formation in molecular clouds: observation and theory. ARA&A, v. 25, p. 23–81, jan. 1987. 21

Sim, G. et al. 207 New Open Star Clusters within 1 kpc from Gaia Data Release 2. *Journal of Korean Astronomical Society*, v. 52, p. 145–158, out. 2019. 38

Soubiran, C. et al. Open cluster kinematics with Gaia DR2. A&A, v. 619, p. A155, nov. 2018. 38

Spitzer LYMAN, J. Disruption of Galactic Clusters. ApJ, v. 127, p. 17, jan. 1958. 30, 116

Stauffer, J. R. Observations of low-mass stars in the Pleiades : has a pre-main sequence been detected ? AJ, v. 87, p. 1507–1514, nov. 1982. 81, 82

Stauffer, J. R. et al. Near- and Mid-Infrared Photometry of the Pleiades and a New List of Substellar Candidate Members. ApJS, v. 172, n. 2, p. 663–685, out. 2007. 87

Steele, I. A.; Jameson, R. F. Optical spectroscopy of low-mass stars and brown dwarfs in the Pleiades. MNRAS, v. 272, n. 3, p. 630–646, fev. 1995. 81, 82, 87

STURGES, H. A. The choice of a class interval. *Journal of the American Statistical Association*, Taylor Francis, v. 21, n. 153, p. 65–66, 1926. Disponível em: <https://doi.org/10.1080/01621459.1926.10502161>. 50

Tadross, A. L. The fundamental parameters of 60 unstudied open star clusters (Czernik, Dol-Dzim, Kronberger, and Turner). Ap&SS, v. 323, p. 383–393, out. 2009. 22

The GRAVITY Collaboration et al. A geometric distance measurement to the galactic center black hole with 0.3% uncertainty. *A&A*, v. 625, p. L10, 2019. Disponível em: <https://doi.org/10.1051/0004-6361/201935656>. 18

Torres, G. Spectroscopic Monitoring of Rapidly Rotating Early-type Stars in the Pleiades Cluster. ApJ, v. 901, n. 2, p. 91, out. 2020. 82, 123

Torres, G.; Latham, D. W.; Quinn, S. N. Long-term Spectroscopic Survey of the Pleiades Cluster: The Binary Population. ApJ, v. 921, n. 2, p. 117, nov. 2021. 82

van Leeuwen, F.; Alphenaar, P.; Brand, J. A VBLUW photometric survey of the Pleiades cluster. A&AS, v. 65, p. 309–347, ago. 1986. 88

Yalyalieva, L. et al. The young Galactic cluster NGC 225: binary stars' content and total mass estimate. MNRAS, abr. 2022. 112, 113, 124

Yontan, T. et al. CCD UBV photometric and Gaia astrometric study of eight open clusters—ASCC 115, Collinder 421, NGC 6793, NGC 7031, NGC 7039, NGC 7086, Roslund 1 and Stock 21. Ap&SS, v. 364, n. 9, p. 152, set. 2019. 33

Zorec, J. et al. Fundamental parameters of B supergiants from the BCD system. I. Calibration of the (λ_1, D) parameters into T_{eff}. A&A, v. 501, n. 1, p. 297–320, jul. 2009. 83