

UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO GRANDE DO SUL  
INSTITUTO DE FÍSICA

---

# Estudo Homogêneo de Aglomerados Abertos \*

Virgínia Mello Alves

---

Tese realizada sob orientação do Professor Dr. Eduardo Luiz Damiani Bica e apresentada ao Instituto de Física da UFRGS em preenchimento parcial dos requisitos para a obtenção do título de Doutor em Ciências.

Porto Alegre

Março, 2010

---

\*Trabalho financiado pela Coordenação de Aperfeiçoamento de Pessoal de Nível Superior (CAPES).



Para a Júlia:

Tu és a minha maior e melhor produção!

# Agradecimentos

Ao escrever esta tese, vivi um *flashback* de meu percurso pessoal e acadêmico desde as idas, quando criança, ao Planetário, vizinho de nossa casa e o primeiro curso de Astronomia, durante o 2º Grau, no Planetário, com a Profa. Sílvia Helena Becker Livi, o Prof. Juan Clariá e o aluno na época Marcus Copetti. Depois, já tendo optado pela Física para poder ser astrônoma: a iniciação científica no Grupo do Laser (obrigada, Prof. Ricardo Francke!); a experiência com divulgação da Física com a Profª Suzana Fries, que me fez apaixonar-me pelo Ensino e a Divulgação da Física; a participação em cursos de formação de professores com a Profª Suzana e o querido Prof. Victor Hugo Guimarães; a decisão de fazer Licenciatura; a iniciação científica e o mestrado em Ensino de Física (saudades, Prof. Bernardo Buchweitz); a experiência adquirida como professora substituta junto com o incrível Prof. Rolando Axt; minha saída do Instituto de Física para a UFPel; meu amadurecimento como professora e a oportunidade com o Prof. Kepler Oliveira de retornar à motivação inicial: ser astrônoma. Já no doutorado, pude ingressar em duas áreas de pesquisa muito instigantes: o mundo das Anãs Brancas e do WET com o Prof. Kepler (e a chance de conhecer e trabalhar com o agora Prof. José Eduardo Costa - obrigada, Edu!) e, depois de uma pausa em que assumi a responsabilidade de um cargo administrativo, o universo de possibilidades dos aglomerados estelares. Então, tive o prazer de trabalhar com o Prof. Eduardo Bica que me orientou neste estudo de Aglomerados Abertos (e a chance de trabalhar e estreitar uma amizade muito especial com a Daniela Pavani - obrigada, Dani!).

O caminho foi longo e talvez um pouco tortuoso, mas todos os momentos foram importantes para a configuração em que me encontro nesse momento. E não teria conseguido trilhá-lo sem a ajuda de muitas pessoas. Faço aqui, então, meu agradecimento explícito às seguintes pessoas:

Ao Prof. Eduardo Bica, pela orientação minuciosa, pela confiança, pelo apoio e pela paciência. Um grande exemplo de pesquisador!

Ao Instituto de Física da UFRGS que sempre foi e é um "segundo lar" e com o qual tive e ainda tenho muitas oportunidades de trabalho e experiência;

Ao Departamento de Astronomia da UFRGS pelas disciplinas maravilhosas que cursei e pelo acolhimento (é bom sentir-se parte de um grupo...);

Aos colegas de área: Leandro Kerber e Daniela Pavani, pela ajuda com o uso do programa e também com o entendimento da metodologia da pesquisa; a Charles Bonatto, pelas discussões, testes e disponibilização dos seus programas; e a Léo Girardi e o grupo de Pádova, pelas isócronas que usamos em nosso trabalho;

Ao Paulo Roberto Krebs, aqui como colega, pela ajuda computacional e disponibilização de equipamentos, essenciais para tudo ter acontecido;

Aos vários colegas da Pós que, para não fazer injustiças, represento-os pelos colegas de sala, os inesquecíveis Nóbrega, Marlon, Márcio e Fabrício;

Ao colega Rodrigo Nemmen pela disponibilização do *template* da sua tese, que me poupou um tempo considerável para a elaboração dessa tese.

À “panelinha” da formatura, Adriano, Izete, Silvana, Gilberto, Magale, Lúcio e Arlis que, mesmo nos momentos de maior tensão, proporcionaram momentos de muita alegria e carinho dando um fôlego para a caminhada.

Aos amigos que me apoiaram e que represento aqui pelos queridos Eduardo Fontes Henriques e Sérgio Garcia Magalhães;

À CAPES e à UFPel pelo apoio para o afastamento para cursar o Doutorado;

E, por fim, o agradecimento do coração aos amados Júlia e Paulo, meus pais Fernando e Clecy, meus irmãos Cristina, Patrícia, Luciana e Gustavo, enfim, à toda minha grande família, que preocuparam-se e colaboraram com seu apoio, carinho e compreensão. Amo vocês!!!

Virgínia Mello Alves

*Universidade Federal do Rio Grande do Sul*  
*Março 2010*

Esta tese usou dados do *Two Micron All Sky Survey* (2MASS), ou Campanha de Todo o Céu em 2 Microns, projeto conjunto da Universidade de Massachusetts (UMASS) e do Centro de Análises e Processamento Infravermelho do Instituto de Tecnologia da Califórnia (CALTECH) e financiado pela Administração Nacional da Aeronáutica e do Espaço (NASA) e pela Fundação Nacional de Ciência (NSF). Esta pesquisa usou a base de dados WEBDA, operada pelo Instituto de Astronomia da Universidade de Viena.

# Resumo

Este estudo trata de aglomerados estelares, hoje considerados blocos constituintes das galáxias e importantes ferramentas para testes de modelos de evolução estelar e galáctica. Através da fotometria no infravermelho próximo, estudamos nove aglomerados abertos usando dados do 2MASS para determinar parâmetros físicos (idade, distância, avermelhamento e metalicidade) e estruturais (raio do núcleo, raio de maré e raio limite). Os aglomerados abertos apresentam diferentes idades e posições na Galáxia, permitindo a comparação com estudos prévios encontrados na literatura.

A primeira parte do trabalho consiste na análise clássica de Diagramas Cor-Magnitude (CMDs), seguindo os passos: (i) análise do perfil de densidade estelar radial (RDP); (ii) construção de CMD; (iii) ajuste de isócronas e (iv) determinação de parâmetros. Os resultados encontrados apresentam diferenças significativas em relação aos da literatura, que haviam sido obtidos a partir de fotometria no óptico. As idades tendem a ser maiores enquanto os módulos de distância e os avermelhamentos apresentam tendência a valores menores. Concluimos, portanto, que é válida uma reanálise dos aglomerados abertos usando a homogeneidade e a boa qualidade dos dados do 2MASS, bem como novas técnicas.

Considerando a necessidade de otimização das técnicas fotométricas e de um estudo mais global de aglomerados abertos, realizamos, na segunda parte do trabalho, um estudo estatístico da mesma amostra. Assim, partindo dos parâmetros encontrados no método clássico (a olho), usamos um programa que compara, através de uma estatística *likelihood* (verosimilhança), o CMD observado com uma grade de CMDs sintéticos obtidos a partir das isócronas de Pádova (Girardi et al., 2002).

Comparamos os resultados do ajuste estatístico mantendo a metalicidade fixa no valor encontrado no ajuste clássico e também considerando-a como parâmetro livre. De forma geral, considerando as incertezas, em ambas situações os valores ajustados para idade, módulo de distância e avermelhamento são similares aos parâmetros de entrada. Entretanto, as idades e os módulos de distância tendem a valores maiores do que os obtidos pelo método clássico. Por outro lado, os avermelhamentos tendem a ser menores no ajuste estatístico. A vantagem do uso do método está na precisão dos resultados, além de ser uma forma auto-consistente de validar as soluções.

Exploramos a estrutura dos aglomerados abertos através de perfis de densidade estelar radial (RDPs) que, associados à análise de CMDs, sugerem que a amostra inclui aglomerados abertos em diferentes estágios evolutivos.

Tendo verificado a relevância do reestudo fotométrico de aglomerados abertos usando dados infravermelhos homogêneos do 2MASS e do método estatístico, realizamos, como terceira parte do trabalho, a determinação dos parâmetros físicos de três candidatos a aglomerados abertos que não possuíam estudos anteriores.

# Abstract

This work deals with star clusters, nowadays considered as building blocks of galaxies and an important tool to test stellar and galaxy evolution models. Using near infrared 2MASS photometry, which is homogeneous, we study open clusters. We determine fundamental (age, reddening, metallicity and distance) and structural (core, tidal and limiting radii) parameters for nine open clusters with different Galaxy positions and ages, which have previous determinations in literature for comparison purposes.

The first part consists of classical analysis of the sample CMDs following the steps: (i) analysis of radial stellar density; (ii) construction of the CMDs; (iii) isochrone fittings, and (iv) parameter determinations. Our results show some significant differences with respect to the literature ones, which used optical photometry. The trends are to older ages, whereas distance moduli and reddening are smaller. We conclude that it is worth reanalysing open clusters through homogeneous and well calibrated data from 2MASS, as well as new techniques.

Considering the optimisation of photometric techniques, needed to get an overall study of open clusters, we develop the second part of this work, a statistical study of the same sample using likelihood statistics. Using the parameter results from classical method as input data, we use a code to statistically compare the observed CMD with a grid of synthetic CMDs, obtained from the Padova isochrones (Girardi et al., 2002).

We compare the statistical results by keeping the metallicity constant and also by considering it as a free parameter. In general, taking into account the uncertainties, both solution types present fitted values for age, distance moduli and reddening similar to the classical ones. We verify that age and distance moduli tends to larger values than those from the classical method. On the other hand, the reddening trend is to smaller values. The advantages of the statistical method are accurate results as well as the auto-consistent way to validate the solutions.

We also associate CMD and radial star density profile (RDP) analyses in order to estimate the evolutionary stages for the sample open clusters. We find that the present sample actually includes clusters in different evolutionary stages.

In general, we conclude about the relevance of a photometric re-study of open clusters using homogeneous infrared 2MASS data and the statistical method. As a third part of this work, we determine the physical parameters of three open clusters candidates which did not have previous studies.

# Sumário

Agradecimentos . . . . .	iii
Sumário . . . . .	viii
Lista de Tabelas . . . . .	x
Lista de Figuras . . . . .	xii
Lista de Abreviaturas . . . . .	xvi
<b>1 Introdução . . . . .</b>	<b>1</b>
1.1 Os Aglomerados Abertos . . . . .	5
1.1.1 Formação . . . . .	5
1.1.2 Evolução . . . . .	10
1.2 Evolução Estelar . . . . .	15
1.2.1 Isócronas e Diagramas . . . . .	26
1.3 Objetivos . . . . .	34
<b>2 Dados Fotométricos e Amostra . . . . .</b>	<b>36</b>
2.1 O 2MASS . . . . .	36
2.1.1 O Catálogo de Fontes Puntuais (PSC) . . . . .	38
2.2 A Amostra de Aglomerados Abertos . . . . .	44
2.3 NGC 1245 . . . . .	48
2.4 NGC 1342 . . . . .	49
2.5 NGC 2281 . . . . .	50
2.6 NGC 1502 . . . . .	52
2.7 NGC 744 e NGC 6709 . . . . .	53
2.8 NGC 2192, NGC 2204 e NGC 2243 . . . . .	55

<b>3</b>	<b>Ajuste Clássico</b> . . . . .	<b>58</b>
3.1	Parâmetros Estruturais pelo Perfil de Densidade Radial . . . . .	58
3.2	Parâmetros Fundamentais pelo Ajuste das Isócronas . . . . .	64
<b>4</b>	<b>Ajuste Estatístico</b> . . . . .	<b>80</b>
4.1	Geração dos CMDs sintéticos . . . . .	81
4.2	Comparação do CMD observado com os CMDs sintéticos . . . . .	82
<b>5</b>	<b>Ruprecht 23, Ruprecht 42 e Ruprecht 57</b> . . . . .	<b>104</b>
<b>6</b>	<b>Diagramas Diagnósticos</b> . . . . .	<b>113</b>
<b>7</b>	<b>Considerações Finais</b> . . . . .	<b>117</b>
7.1	Perspectivas de Estudos Futuros . . . . .	119
	<b>Referências</b> . . . . .	<b>120</b>

# Lista de Tabelas

2.1	Coordenadas Galácticas e equatoriais, diâmetros maior e menor, ocorrência nos catálogos WEBDA e DAML02, nos trabalhos de Kharchenko et al. (2005) e Paunzen & Netopil (2006). . . . .	45
3.1	Colunas (1) diâmetro angular, (2) raio interno do campo de comparação, (3) raio de extração, (4) espessura do anel, (5) raio de corte, e (6) número correspondente de estrelas. . . . .	60
3.2	Colunas (1) aglomerado, (2) densidade central pelo modelo 2-P, (3) raio do núcleo pelo modelo 2-P, (4) densidade de campo pelo modelo 2-P, (5) raio RDP pelo modelo 2-P, (6) densidade central pelo modelo 3-P, (7) raio do núcleo pelo modelo 3-P, (8) raio de maré pelo modelo 3-P, (9) densidade de campo pelo modelo 3-P, e (10) raio RDP pelo modelo 3-P RDP. . . . .	77
3.3	Parâmetros estruturais obtidos pelo ajuste dos modelos de King mantendo a densidade de campo fixa. . . . .	78
3.4	Parâmetros fundamentais da literatura: (1) metalicidade, (2) idade, (3) módulo de distância absoluto, e (4) avermelhamento E(B-V); e do presente ajuste clássico: (5) metalicidade, (6) idade, (7) módulo de distância absoluto, (8) excesso E(J-H), e (9) correspondente avermelhamento E(B-V). Para NGC 2243 usamos o avermelhamento dado por Anthony-Twarog et al. (2005). . . . .	79
4.1	Parâmetros fundamentais obtidos pelo ajuste estatístico de isócronas: (1) metalicidade, (2) idade, (3) módulo de distância absoluto, (4) avermelhamento e (5) número de melhores modelos. . . . .	87
4.2	O mesmo de 4.1 variando a metalicidade. . . . .	87

4.3	Parâmetros fundamentais (método estatístico com metalicidade variável) e estruturais absolutos (modelos de King com densidade de campo variável) obtidos por este trabalho: (1) metalicidade, (2) idade, (3) distância, (4) avermelhamento, (5) raio do núcleo e (6) raio de maré.	101
4.4	Diferenças entre os parâmetros obtidos pelo método estatístico e pela literatura: (1) idade, (2) distância, (3) avermelhamento, e (4) raio do núcleo. Para a diferença de avermelhamento de NGC 2243 usamos o valor de $0.0655 \pm 0.004$ (Anthony-Twarog et al., 2005).	102
5.1	Coordenadas Galácticas e equatoriais, diâmetros maior e menor. As coordenadas equatoriais correspondem ao máximo da densidade estelar central com relação ao campo.	105
5.2	Parâmetros fundamentais obtidos pelo ajuste clássico de isócronas aos CMDs de Ruprecht 23, Ruprecht 42 e Ruprecht 57.	106
5.3	Parâmetros fundamentais obtidos pelo ajuste estatístico de isócronas aos CMDs de Ruprecht 23, Ruprecht 42 e Ruprecht 57.	110
5.4	Idade, distância e raio do núcleo em unidades absolutas para Ruprecht 23, Ruprecht 42 e Ruprecht 57.	112

# Lista de Figuras

1.1	Esquema que mostra as fases da formação estelar. . . . .	6
1.2	Ambiente de formação estelar (Cachoeira de Órion). Objeto Herbig-Haro HH34 (ver jato emitido pela protoestrela abaixo). . . . .	8
1.3	Diagrama H-R para a fase da pré-sequência principal mostrando a ZAMS. Para massas diferentes (à direita), o tempo para chegar à MS é mostrado, bem como a localização que ela terá no diagrama H-R. . . . .	17
1.4	Relação massa-luminosidade. . . . .	19
1.5	Diagrama H-R com fases evolutivas. A figura mostra a sequência principal indicando o tempo de vida correspondente a várias posições e estrelas conhecidas com essas características. Também mostra as regiões no H-R das gigantes vermelhas, supergigantes vermelhas e anãs brancas com exemplo de estrelas que ocupam essas posições. . . . .	20
1.6	Diagrama H-R mostrando a saída da fase de sequência principal para a fase de gigante vermelha de estrelas de diferentes massas. . . . .	22
1.7	Diagrama H-R mostrando as fases evolutivas de uma estrela de massa intermediária. . . . .	23
1.8	Diagrama H-R da evolução de uma estrela de massa $5M_{\odot}$ . . . . .	25
1.9	Esquema da evolução estelar para diferentes massas iniciais de uma estrela. . . . .	26
1.10	Isócronas no diagrama H-R teórico (esquerda), em seu correspondente CMD (centro) e ajuste a um CMD observado (direita). . . . .	30
2.1	Imagens retiradas da página do 2MASS que mostram a variação da densidade de fontes em bins de 0.2 mag nos níveis de brilho das bandas J, H e $K_s$ nos limites de $SR=10$ (superiores) e uma magnitude mais fraca (inferiores), ou seja, $J = 16.8$ , $H = 16.1$ e $K_s = 15.3$ . . . . .	42

2.2	Imagens retiradas da página do 2MASS mostram a curva da completeza em função da magnitude para as bandas J, H e $K_s$ . . . . .	43
2.3	Ilustração das posições projetadas dos aglomerados da amostra na Galáxia. As cores indicam densidades de estrelas do 2MASS. . . . .	46
2.4	Imagens DSS $15' \times 15'$ no óptico (esquerda), no IR (meio) e $5' \times 5'$ no IR (direita) para NGC 1245. . . . .	50
2.5	O mesmo da figura 2.4 para NGC 1342. . . . .	51
2.6	O mesmo da figura 2.4 para NGC 2281. . . . .	51
2.7	O mesmo da figura 2.4 para NGC 1502. . . . .	53
2.8	O mesmo da figura 2.4 para NGC 744. . . . .	54
2.9	O mesmo da figura 2.4 para NGC 6709. . . . .	54
2.10	O mesmo da figura 2.4 para NGC 2192. . . . .	56
2.11	O mesmo da figura 2.4 para NGC 2204. . . . .	57
2.12	O mesmo da figura 2.4 para NGC 2243. . . . .	57
3.1	RDPs em escala linear (esquerda) e logarítmica (direita) com modelos de King ajustados para os aglomerados NGC 744 e NGC 1245. Círculos sólidos: pontos observados. Linha vermelha: ajuste do modelo 2-P de King. Linha azul: ajuste do modelo 3-P de King. Linha horizontal: densidade de campo encontradas pelos ajustes do modelo 2-P (vermelho) e 3-P (azul) de King. Linha vertical: raio do núcleo. . . . .	65
3.2	O mesmo da figura 3.1 para os aglomerados NGC 1342 e NGC 1502. . . . .	66
3.3	O mesmo da figura 3.1 para os aglomerados NGC 2192 e NGC 2204. . . . .	67
3.4	O mesmo da figura 3.1 para os aglomerados NGC 2243 e NGC 2281. A linha reta para $\log R < 3'$ para NGC 2243 sugere núcleo pós-colapsado (Trager et al., 1995). . . . .	68
3.5	O mesmo da figura 3.1 para o aglomerado NGC 6709. . . . .	69
3.6	CMD de NGC 744 e NGC 1245 com as correspondentes isócronas de Pádova ajustadas pelo método clássico (vermelho) e pela literatura (azul). . . . .	71
3.7	O mesmo da figura 3.6 para NGC 1342 e NGC 1502. Para NGC 1502 a curva verde é a isócrona de PMS de Siess. . . . .	72
3.8	O mesmo da figura 3.6 para NGC 2192 e NGC 2204. . . . .	73
3.9	O mesmo da figura 3.6 para NGC 2243 e NGC 2281. . . . .	74
3.10	O mesmo da figura 3.6 para NGC 6709. . . . .	75

4.1	Exemplo da geração de um CMD sintético. . . . .	83
4.2	Painel da esquerda: CMD observado de NGC 1245 ( $r < 5'$ ). Painel do meio: CMD do campo correspondente ( $20' < r < 60'$ ). Painel da direita: um dos CMD sintéticos melhor ajustados. . . . .	86
4.3	Espaço de parâmetros do ajuste semi-automatizado com metalicidade variável para NGC 744. Nos eixos nominados por $(m-M)_{\{0\}}$ , lê-se $(m - M)_0$ . . . . .	89
4.4	O mesmo de 4.3 para NGC 1245. . . . .	90
4.5	O mesmo de 4.3 para NGC 1342. . . . .	91
4.6	O mesmo de 4.3 para NGC 2192. . . . .	92
4.7	O mesmo de 4.3 para NGC 2204. . . . .	93
4.8	O mesmo de 4.3 para NGC 2243. . . . .	94
4.9	O mesmo de 4.3 para NGC 2281. . . . .	95
4.10	O mesmo de 4.3 para NGC 6709. . . . .	96
4.11	CMDs de NGC 744 e NGC 1245 com as probabilidades dadas pelo código de cores em cada painel. Apresentam-se as isócronas ajustadas pelos métodos clássico (vermelho) e estatístico (verde). . . . .	97
4.12	O mesmo de 4.11 para NGC 1342 e NGC 2192. . . . .	98
4.13	O mesmo de 4.11 para NGC 2204 e NGC 2243. . . . .	99
4.14	O mesmo de 4.11 para NGC 2281 e NGC 6709. . . . .	100
4.15	Diferenças entre os parâmetros obtidos pelo método estatístico e a literatura. . . . .	103
5.1	Imagens DSS $10' \times 10'$ de Ruprecht 23 (esquerda), Ruprecht 42 (centro) e Ruprecht 57 (direita) obtidos na página do WEBDA. . . . .	104
5.2	RDPs de Ruprecht 23, Ruprecht 42 e Ruprecht 57 em escala linear e logarítmica. Curva em vermelho: modelo de King ajustado. Linha horizontal: densidade de campo ajustado. Linha vertical: raio do núcleo	107
5.3	CMD de Ruprecht 23, Ruprecht 42 e Ruprecht 57 com as correspondentes isócronas ajustadas pelo método clássico. . . . .	108
5.4	À esquerda, o CMD de Ruprecht 23 com as correspondentes isócronas ajustadas pelos métodos clássico (vermelho) e estatístico (azul). À direita, o CMD do campo de mesma área com a isócrona ajustada pelo método clássico. . . . .	109
5.5	O mesmo de 5.4 para Ruprecht 42. . . . .	110

5.6	O mesmo de 5.4 para Ruprecht 57. . . . .	111
6.1	Diagramas diagnósticos. Círculos marrons: amostra de referência (Bonatto & Bica, 2009c). Círculos vazados: amostra deste trabalho. Ponto preenchido: Ruprecht 23. Painel (a): dependência do raio de RDP com a idade; Painel (b): dependência do raio do núcleo com a idade; Painel (c): dependência do raio de RDP com o raio do núcleo; Painel (d) dependência do raio de RDP com a distância Galactocêntrica. . . . .	114

# Notações

## Abreviaturas

**2MASS** *Two Micron All Sky Survey* ou Campanha de Todo o Céu em 2 microns

**AGR** *Asymptotic Giant Branch* ou Ramo Assintótico das Gigantes Vermelhas

**CCD** *Charge-Coupled Device* ou Dispositivo de Carga Acoplada

**CMD** *Colour-Magnitude Diagram* ou Diagrama Cor-Magnitude

**DSS** *Digitized Sky Survey* ou Campanha Digitalizada do Céu <sup>†</sup>

**E-ELT** *The European Extremely Large Telescope* ou Telescópio Europeu Extremamente Grande (<http://www.eso.org/public/teles-instr/e-elt/index.html>)

**EOS** *Equation of State* ou Equação de Estado

**GMC** *Giant Molecular Cloud* ou Nuvem Molecular Gigante

**GMT** *The Giant Magellan Telescope* ou Telescópio Gigante Magalhães (<http://www.gmto.org/>)

**HST** *The Hubble Space Telescope* ou Telescópio Espacial Hubble (<http://www.stsci.edu/hst/>)

**MS** *Main Sequence* ou Sequência Principal

**NIR** *Near Infrared* ou Infravermelho Próximo

**PMS** *Pre Main Sequence* ou Pré-Sequência Principal

**PSC** *Point Source Catalogue* ou Catálogo de Fontes Puntuais

**RDP** *Radial Density Profile* ou Perfil de Densidade Radial

---

<sup>†</sup>[http://archive.stsci.edu/cgi-bin/dss\\_form](http://archive.stsci.edu/cgi-bin/dss_form)

**RGB** *Red Giant Branch* ou Ramo das Gigantes Vermelhas

**SFE** *Star Formation Efficiency* ou Taxa de Formação Estelar

**SR** *Signal-to-Noise Ratio* ou Razão Sinal-Ruído

**TMT** *Thirty Meter Telescope* ou Telescópio de 30 metros (<http://www.tmt.org/>)

**VISTA** *Visible and Infrared Survey Telescope for Astronomy* ou Telescópio da Campanha no Visível e no Infravermelho para a Astronomia

**WEBDA** *Web version of BDA* ou Versão para a WEB da base de dados Base de Données d'Amas

**ZAMS** *Zero Age Main Sequence* ou Sequência Principal de Idade Zero

### Grandezas

$\alpha$  Ascensão Reta (Coordenada do Sistema Equatorial Celeste)

$\delta$  Declinação (Coordenada do Sistema Equatorial Celeste)

$l$  Longitude Galáctica (Coordenada do Sistema Galáctico)

$b$  Latitude Galáctica (Coordenada do Sistema Galáctico)

$\tau$  Idade

$\tau_{cross}$  Tempo dinâmico do aglomerado

$\tau_{disp}$  Tempo de dispersão do gás

[Fe/H] Metalicidade

$Z$  Abundância ou simplesmente Metalicidade

( $m-M$ ) Módulo de Distância Aparente

( $m-M$ )<sub>0</sub> Módulo de Distância Absoluto

E(B-V) Excesso de Cor no Óptico ou simplesmente Avermelhamento

E(J-H) Excesso de Cor no Infravermelho ou simplesmente Avermelhamento

**D** Diâmetro

$d_{\odot}$  Distância até o Sol

$\sigma_0$  Densidade Central

$\sigma_{campo}$  Densidade do Campo

$R_{in}$  Raio Interno do Campo

$R_{extr}$  Raio de Extração

$R_{bin}$  Passo em Raio

$R_c$  Raio do Núcleo

$R_t$  Raio de Maré

$R_{RDP}$  Raio RDP (onde a densidade do aglomerado não se distingue da densidade do campo)

## Unidades

$yr$  Ano

$Myr$   $10^6$  anos (ou 1 Milhão de Anos)

$Gyr$   $10^9$  anos (ou 1 Bilhão de Anos)

$M_{\odot}$  Massa Solar

$pc$  Parsec (206264,8062 UA ou  $3,08567758 \cdot 10^{16}$  m ou 3,26156378 anos-luz)

' minuto de arco (medida angular equivalente a um ângulo igual a 1/60 de grau)

## Termos em inglês

**clump** Agrupamento ou concentração em um local (exemplo: *clump* ou agrupamento das gigantes vermelhas)

**turn-off** Ponto de Inflexão da Sequência Principal

**overshooting** Sobreimpulso em que os fluídos convectivos avançam para fora da zona de convecção da estrela penetrando na região estável e adiabática da mesma

**likelihood** Verosimilhança (ver explicação no texto)

**blue stragglers** Estrelas que se localizam na parte referente a temperaturas efetivas menores (ou cores mais azuis) no digrama H-R.

# Capítulo 1

## Introdução

Os aglomerados estelares são objetos astronômicos constituídos de um conjunto de estrelas de diferentes massas que interagem gravitacionalmente e que, em geral, formaram-se a partir da contração de uma mesma nuvem molecular. Como esse conjunto ocupa uma região delimitada muito menor do que a sua distância até o Sol, podemos considerar que todas estão à mesma distância. Além disso, como podemos considerar que todas as estrelas se formaram ao mesmo tempo, elas possuem a mesma composição química inicial e mantêm o movimento da nuvem que as gerou. Finalmente, considerando que o tempo de formação das estrelas é muito pequeno com relação ao tempo de vida do aglomerado, elas também possuem a mesma idade.

As Plêiades (M 45 ou “sete irmãs”), as Hiades (não presente no catálogo Messier e significa a irmandade - quatro irmãs ninfas - que traz chuva) e o Presépio (M44 ou “colméia”) são aglomerados abertos conhecidos desde os primórdios da humanidade e carregam em seus nomes as culturas e mitologias das sociedades antigas. Ptolomeu fez o primeiro relato da “nebulosa que segue o ferrão do Escorpião”, mais tarde M7. Mas foi no final do Renascimento, em 1609, com Galileu, que os aglomerados foram primeiramente observados através de um telescópio. Ao usar o telescópio por ele

construído, Galileu verificou, por exemplo, que as Plêiades e as Hiades são compostas por muito mais estrelas do que as observadas a olho nu. A partir daí foram descobertos muitos aglomerados Galáticos e, em 1767, o Reverendo John Michell propôs que os aglomerados fossem grupos fisicamente relacionados de estrelas. Com a evolução das técnicas e equipamentos observacionais pôde-se confirmar que as estrelas estão à mesma distância (a partir da paralaxe em observatórios na Terra e em satélites espaciais como o Hipparcos) e que compartilham movimentos radiais (a partir de observações espectroscópicas).

Como as estrelas se formam com diferentes massas iniciais e o tempo de evolução é inversamente proporcional à massa inicial, um aglomerado apresenta uma distribuição de estrelas em diferentes fases evolutivas, todas com mesma idade. Devido a essa característica, os aglomerados abertos são largamente utilizados para testar modelos de formação e evolução estelar. A partir de dados espectroscópicos e fotométricos, podem-se inferir parâmetros astrofísicos tais como morfologia, idade, metalicidade, avermelhamento e distância de um aglomerado estudado. A combinação desses parâmetros geram cenários de formação e evolução da Galáxia, por exemplo, através de gradientes de idades e metalicidades (Maciel et al., 2005).

Em particular a fotometria permite análises de Diagramas Cor-Magnitude (CMDs), através de ajuste de isócronas (seção 1.2.1), para obter parâmetros astrofísicos como idade, avermelhamento e distância. Ao longo de décadas, muitos estudos foram desenvolvidos usando uma série de técnicas que envolvem desde ajustes a olho a ajustes automatizados; desde dados fotográficos a dados de CCD; desde domínios espectrais ópticos a infravermelhos; e, finalmente, usando diferentes modelos de isócronas. Todos esses esforços produziram uma enorme quantidade de resultados

na literatura, a maioria disponível em bancos de dados, como o WEBDA (Mermilliod & Paunzen, 2003)\* e o DAML02 (Dias et al., 2002)†.

A evolução diversificada das pesquisas levou a uma literatura com heterogeneidade de métodos e soluções, como Paunzen & Netopil (2006) ressaltam. Eles estimaram a precisão dos parâmetros fundamentais (idade, distância e avermelhamento) da literatura para 395 aglomerados abertos usando 6437 estudos independentes. Somente 72 aglomerados apresentaram parâmetros consistentes e foram considerados como padrões. Já Kharchenko et al. (2005) estudaram 520 aglomerados no óptico com o intuito de montar um catálogo de parâmetros homogêneos, incluindo distâncias para 200, velocidades radiais para 94 e idades para 196 aglomerados.

Os aglomerados abertos podem fornecer informações essenciais sobre a formação e evolução do disco da Galáxia (e.g Friel 1995, Piskunov et al. 2006, Bonatto et al. 2006). Recentemente constituiu-se uma nova área de pesquisa relacionada aos aglomerados embebidos. Tutukov (1978) e Lada & Lada (2003) sugeriram que a maioria desses aglomerados dispersam-se muito cedo e que os sobreviventes é que evoluem para aglomerados abertos. Portanto os aglomerados embebidos podem ser os principais doadores de estrelas para o campo Galáctico.

Até recentemente todos os estudos de aglomerados abertos na literatura eram baseados no óptico. Rapidamente os estudos fotométricos estão mudando com o advento do *survey* de todo o céu na região do infravermelho próximo, disponibilizado pelo 2MASS‡ (seção 2.1). Sua fotometria é homogênea e bem calibrada (Skrutskie et al., 2006). Agora é possível realizar extração de grandes áreas do céu em torno dos aglomerados para estatísticas sobre o campo de estrelas da Galáxia (e.g. Bonatto & Bica 2007a). Além disso, os efeitos de avermelhamento são minimizados.

---

\*<http://obswww.unige.ch/webda>

†<http://www.astro.iag.usp.br/~wilton/>

‡<http://ipac.caltech.edu/2mass/release/allsky/>

Os catálogos de aglomerados abertos como WEBDA e DAML02 têm pouco explorado os resultados de diferentes métodos. A maioria dos aglomerados tem sido estudada individualmente e o 2MASS ainda não foi exaustivamente explorado em termos de aglomerados previamente catalogados bem como novos aglomerados (Froeblich et al., 2008). Por outro lado, novos dados mais profundos serão disponibilizados em breve, como o VISTA para a Galáxia e as Nuvens de Magalhães. Na próxima década, estarão operando o E-ELT, o TMT e o GMT, e galáxias próximas apresentarão incontáveis aglomerados abertos. Portanto, a automatização é claramente essencial e Kharchenko et al. (2005) realizaram o primeiro passo nessa direção.

O método estatístico de isócronas é importante por permitir a exploração de espaços de parâmetros em torno da melhor solução. Basicamente as ferramentas estatísticas descontaminam as estrelas de campo projetadas no aglomerado a partir da atribuição de probabilidades dessas estrelas pertencerem ao aglomerado. O código utilizado inclui efeitos como binárias não resolvidas e inclinação da função de massa. Esse método de ajuste estatístico foi desenvolvido para aglomerados estelares das Nuvens de Magalhães observados pelo HST com fotometria profunda da sequência principal (Kerber & Santiago 2005, Kerber & Santiago 2006 e Kerber et al. 2007).

Neste trabalho buscamos contribuir na direção de estudos homogêneos de CMDs a partir da utilização do método estatístico acima citado, adaptado para ser utilizado de forma extensiva para a obtenção de parâmetros astrofísicos de aglomerados abertos. Para isso selecionamos uma amostra de nove aglomerados estudados na literatura para testarmos a metodologia usando dados do 2MASS. Inicialmente ajustamos as isócronas de Pádova aos CMDs dos aglomerados abertos pelo método clássico (a olho) para determinar as suas idades, suas distâncias e seus avermelhamentos. Esses resultados foram utilizados como parâmetros de entrada no método estatístico,

que ajusta CMDs sintéticos ao CMD observado. A combinação dos parâmetros fundamentais assim obtidos com os parâmetros estruturais, determinados por análise de perfis de densidade estelar radial (RDP), possibilitou a identificação das fases evolutivas dos aglomerados da amostra. Este tipo de abordagem tem sido utilizado em muitos estudos, inclusive usando dados do 2MASS (Santos et al., 2005).

Ainda neste capítulo apresentaremos os modelos de formação e evolução de aglomerados abertos (seção 1.1), uma breve descrição dos modelos de evolução estelar com a construção de isócronas e CMD (seção 1.2), e os objetivos do presente trabalho (seção 1.3).

## 1.1 Os Aglomerados Abertos

### 1.1.1 Formação

Esta seção é baseada no artigo de Lada & Lada (2003) sobre aglomerados embebidos. Um aglomerado é formado a partir de uma nuvem molecular gigante (GMC), com massas de  $10^4$  a  $10^6$  massas solares ( $M_{\odot}$ ), com diâmetros de dezenas de parsecs e densidade média de centenas a milhares de partículas por centímetro cúbico (a vizinhança solar possui 1 partícula por centímetro cúbico).

As GMCs, por sua vez, são geradas do meio interestelar turbulento, difuso e atômico. Uma nuvem molecular é ligada gravitacionalmente e estabilizada contra o seu colapso devido a grandes turbulências, possuindo campos de altas velocidades. Processos físicos como ondas espirais de densidade, explosões de supernovas, dínamo galáctico e instabilidades térmicas e gravitacionais, causam uma rápida formação de estrelas, dentro das nuvens, de núcleos massivos ( $10^2$  a  $10^3 M_{\odot}$ ) densos ( $10^{4-5}$

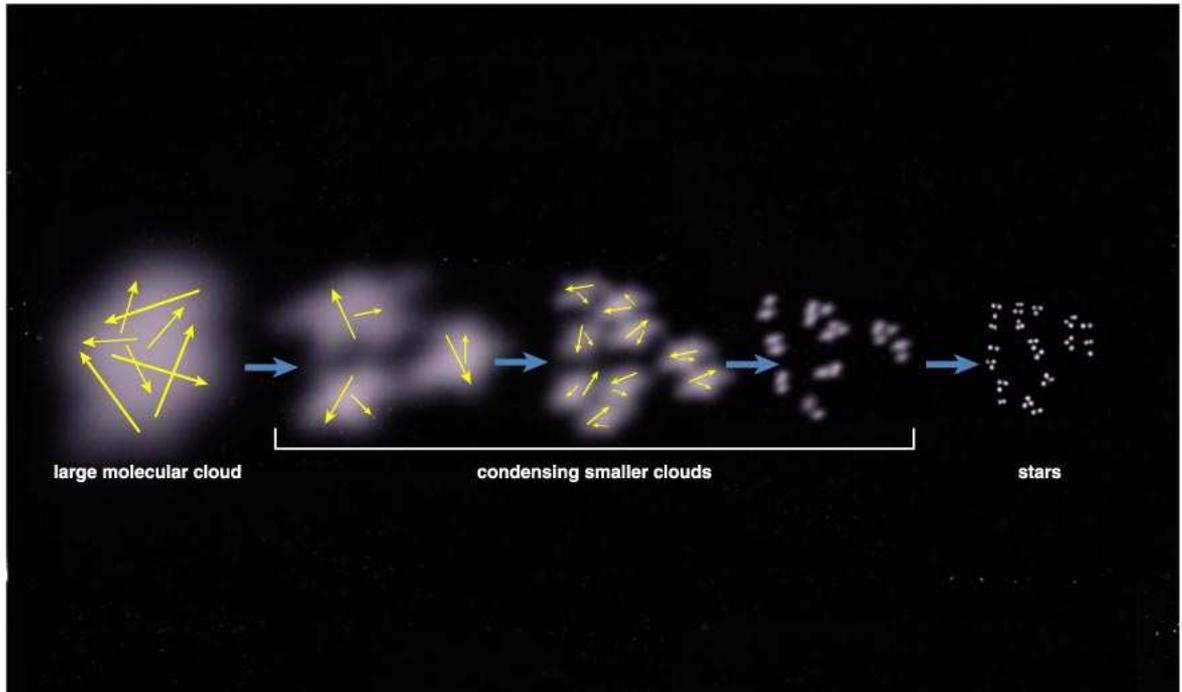


Figura 1.1: Esquema que mostra as fases da formação estelar.

partículas por  $\text{cm}^3$ ), com diâmetros de 0.5 a 1 pc, e fração de 10% a 30% de gás processado em estrelas.

Os núcleos mais massivos dentro das GMCs, ao se desacoplarem do fluxo turbulento geral, iniciam a formação de aglomerados (figura 1.1)<sup>§</sup>. Esses núcleos compactam-se, dissipam a turbulência, resfriam-se e, então, ocorre a fragmentação do núcleo em “sementes protoestelares” de diferentes massas. Ao deslocarem-se dentro do núcleo, as sementes acretam massa presente ao seu redor e do gás residual do núcleo formando o que se considera um aglomerado embebido. Hodapp (1994) realizou um *survey* de imagens na banda K e encontrou aglomerados embebidos. Em 2003 Dutra et al. (2003) e Bica et al. (2003) descobriram cerca de 300 aglomerados embebidos usando dados do 2MASS.

<sup>§</sup>Figura retirada do artigo *The Formation of Star Clusters*, de Bruce Elmegreen e Yuri Afremov, *American Scientist*, maio-junho de 1998: <http://www.americanscientist.org/issues/pub/the-formation-of-star-clusters/3>

As taxas de acreção de massa das protoestrelas são mais altas quanto maior for a massa do fragmento protoestelar e mais próxima for a sua posição do centro do núcleo do aglomerado. Devido às diferentes taxas de acreção, as estrelas que compõem o aglomerado distribuem-se em um intervalo de massa, ou seja, a função de massa inicial (IMF). A primeira formulação da IMF foi desenvolvida empiricamente por Salpeter (1955) como  $dN/dM \propto M^{-\alpha}$  onde  $\alpha$  é um parâmetro adimensional igual a 2.35. O modelo de Salpeter é derivado para massas acima de  $1M_{\odot}$  e descreve a preponderância de estrelas de baixa massa no diagrama H-R de um aglomerado estelar.

Além disso, fragmentos protoestelares podem colidir e unirem-se produzindo estrelas muito massivas ou sistemas binários primordiais. Assim, observa-se a formação de estrelas mais massivas nas regiões centrais do aglomerado e esse efeito chama-se segregação de massa primordial.

A formação estelar é um processo destrutivo para a GMC pois o fluxo de radiação das estrelas massivas da sequência principal superior gera ventos e expansão da região HII, dissolvendo os ambientes gasosos circundantes (Tutukov, 1978) (figura 1.2)<sup>¶</sup>. Se a energia cinética do gás excede a energia de ligação do aglomerado, o núcleo formador do aglomerado rompe-se podendo a nuvem molecular dispersar-se completamente. Considerando que a taxa de nascimento de aglomerados embebidos é mais de uma ordem de grandeza maior do que os aglomerados abertos visíveis, estima-se que a taxa de mortalidade de aglomerados embebidos seja maior que 90%.

Quando o gás molecular é esgotado ou expelido e a formação estelar cessa, diz-se que o aglomerado emerge da GMC. Nesse processo, há uma substancial perda de estrelas (10 a 80%), o que poderia ter sido uma origem das estrelas de população II

---

<sup>¶</sup>Figura retirada do site do European Southern Observatory - ESO: <http://www.eso.org/public/images/eso9948b/>

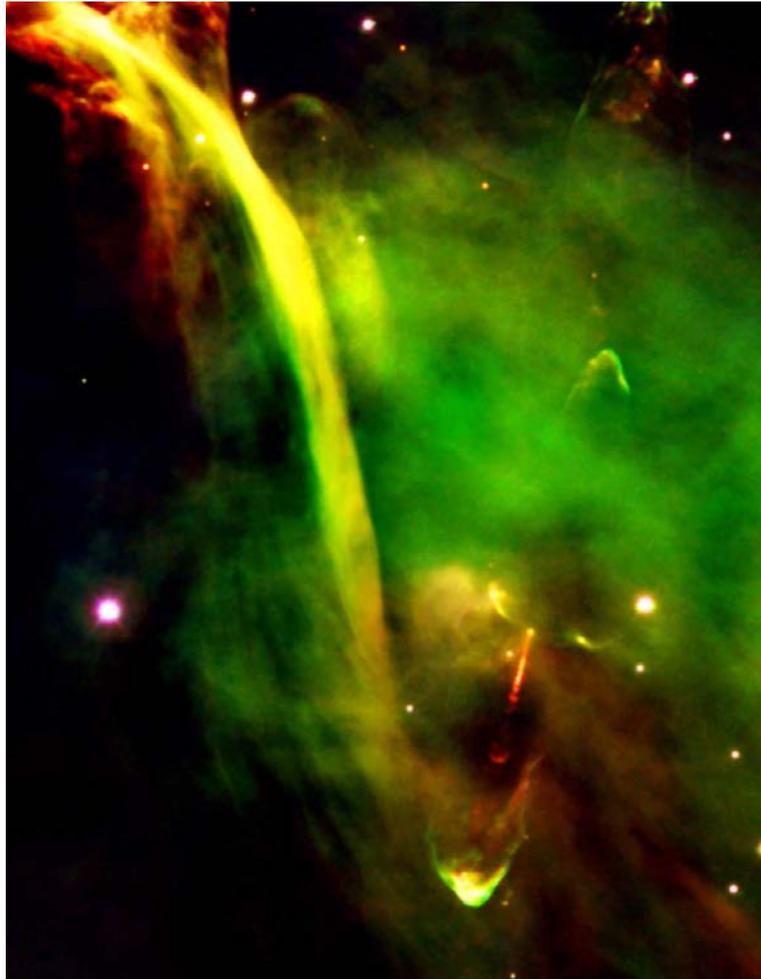


Figura 1.2: Ambiente de formação estelar (Cachoeira de Órion). Objeto Herbig-Haro HH34 (ver jato emitido pela protoestrela abaixo).

do halo galáctico, assim como de outras populações estelares. Existem dois regimes dinâmicos para a dispersão do gás: remoção explosiva e remoção adiabática. No primeiro caso, o tempo de dispersão do gás ( $\tau_{disp}$ ) é bem menor do que o tempo dinâmico do aglomerado ( $\tau_{cross}$ ):

$$\tau_{cross} = \frac{2R}{\sigma} \quad (1.1)$$

onde  $R$  é o raio e  $\sigma$  a dispersão de velocidade do aglomerado. O segundo caso, ao contrário, ocorre quando  $\tau_{disp}$  é bem maior do que  $\tau_{cross}$ .

Aglomerados que formam estrelas O removem o gás residual em uma escala de tempo menor do que seu tempo dinâmico, de forma que prevalece a remoção explosiva. O valor típico de  $\tau_{cross}$  é de 1 Myr ( $10^6$  anos) enquanto que  $\tau_{disp}$  pode ser da ordem de  $10^4$  anos (considerando velocidades de expansão da ordem da velocidade do som em um gás quente e as dimensões dos aglomerados embebidos).

Para o aglomerado permanecer ligado gravitacionalmente depois da rápida remoção do gás, a sua velocidade de escape deve ser menor do que a velocidade de dispersão das estrelas no tempo de dispersão do gás. Isso ocorrerá quando o parâmetro chamado eficiência da formação estelar (SFE), a razão entre a massa estelar e a massa total do aglomerado (gás e estrelas), for maior que 50%.

Observa-se que a SFE dos aglomerados embebidos varia entre 10% e 30%, mais tipicamente 30% (enquanto que, para nuvens moleculares gigantes inteiras essa razão está entre 1% e 5%). Ou seja, 10% a 30% da massa do aglomerado embebido está na forma de estrelas, das quais até 80% pode ser perdida na saída da nuvem molecular. Portanto, poucos aglomerados embebidos evoluem para aglomerados abertos ligados gravitacionalmente. No caso de aglomerados com SFEs baixas, a remoção lenta do gás pode promover um ajuste adiabático e a expansão para novos estados de equilíbrio de

forma que permaneçam ligados (embora possam perder grande parte de suas estrelas nesse processo). De qualquer forma, o período de aglomerado embebido dura cerca de 2 a 3 milhões de anos. Soares et al. (2008) recentemente determinaram idades para 22 candidatos a aglomerados embebidos Galácticos combinando observações espectroscópicas ópticas de estrelas e fotometria no infravermelho próximo. Nesse estudo identificaram idades mais jovens que 2 Myr para a maioria deles e também instabilidades gravitacionais que levam à expectativa de serem dissolvidos em escalas de tempo de poucos Myr.

Bica et al. (2008b) identificaram o objeto Bochum 1 como um aglomerado jovem em dissolução, ou seja, em situação intermediária entre um aglomerado embebido e um aglomerado aberto, e provavelmente dissolver-se-á antes de constituir-se nesse último.

### 1.1.2 Evolução

A segregação de massa primordial dissipa-se devido ao efeito da interação entre as estrelas sobre os seus movimentos. Essa tendência em atingir uma distribuição térmica de velocidades (distribuição Maxwelliana) chama-se relaxação e o aglomerado é modelado por uma esfera gasosa isotérmica (Spitzer, 1940).

Segundo Friel (1999), o tempo de sobrevivência de um aglomerado depende de sua massa e da sua localização na Galáxia. Aglomerados abertos de baixa massa dissolvem-se principalmente por efeitos dinâmicos internos durante cerca de 100 milhões de anos, independentemente de sua localização na Galáxia. Já para os aglomerados abertos massivos os efeitos do campo Galáctico se tornam significativos. Aqueles com massa intermediária, ou seja, entre 500 e 1000  $M_{\odot}$ , podem sobreviver por vários bilhões de anos, se estiverem localizados em regiões externas do disco.

Bonatto & Bica (2009c) encontraram que os aglomerados abertos pobres e opticamente fracos Teutsch 145 e Teutsch 146 possuem idades de 200 e 400 milhões de anos, respectivamente, obtidas por fotometria BVI. Eles estão localizados a 2.7 e 3.8 kpc do Sol, respectivamente, orbitando dentro do círculo solar onde vários processos dinâmicos causam a dissolução da maioria dos aglomerados abertos em uma escala de tempo de  $10^8$  anos. A partir de análise conjunta de CMD e RDP (perfil de densidade estelar radial), foi confirmado que esses aglomerados jovens estão em fase de dissolução.

Durante o tempo de relaxação (em geral centenas de milhões a bilhões de anos), o aglomerado contém de centenas a milhões de estrelas mantendo-se em equilíbrio térmico e sua estrutura de densidade segue o modelo de King (1962) e King (1966b), descrito no capítulo 3. Essa situação de equilíbrio térmico é caracterizada pela equipartição de energia em que considera-se uma energia cinética média para todas as estrelas do aglomerado, de forma que as mais massivas possuem velocidades médias menores. Também diz-se que o aglomerado encontra-se em equilíbrio virial, o que permite, por exemplo, inferir a sua massa a partir da distribuição de velocidades observada. Entretanto, as velocidades de binárias, não consideradas nos modelos, pode levar a uma massa superestimada para o aglomerado devido ao efeito Doppler.

Na evolução do aglomerado há que se considerar os efeitos de marés Galácticas e com nuvens moleculares sobre a velocidade das estrelas, de modo que o estado ligado estável (equilíbrio dinâmico) acaba tornando-se uma idealização. Quando a velocidade da estrela excede a velocidade de escape, ela é ejetada caracterizando o processo de evaporação.

Também há perda de estrelas através do processo de ejeção. Na evolução do aglomerado ocorre a segregação de massa, um processo dinâmico no qual as estrelas

mais massivas são atraídas para o centro do aglomerado e as estrelas menos massivas deslocam-se para as regiões mais externas do aglomerado tendo sua velocidade aumentada. Para valores acima da velocidade de escape, ou sofrendo interações gravitacionais com o meio externo do aglomerado, essas estrelas são ejetadas.

A perda de estrelas na região externa do aglomerado leva à redução da energia cinética do mesmo. Pelo Teorema do Virial, haverá uma conseqüente perda da energia potencial gravitacional através da contração do núcleo, que se separa do restante do aglomerado, que forma o halo composto por estrelas de mais alta velocidade. Depois de terminada a segregação, na fase pós-colapso, o halo dispersa-se e o núcleo parcialmente contraído (colapsado) mantém-se estável pela presença de estrelas binárias. Khalisi et al. (2007) obtiveram, a partir de simulações considerando binárias com dois valores de massa, que a escala de tempo do colapso é menor quanto maior for a razão entre as estrelas mais pesadas e mais leves que compõem os sistemas binários. A formação de binárias no núcleo não só interrompe o seu colapso como permitem uma re-expansão, já que o aparecimento de energia potencial das binárias leva, pelo Teorema do Virial, a um aumento da energia cinética e, portanto, à expansão do núcleo (Khalisi et al., 2007).

Em estudo recente (Khalisi et al., 2007), simulações de N-corpos para a evolução dinâmica de aglomerados mostraram que a evolução de um sistema auto-gravitante com apenas 2 componentes de massa (massa alta ou massa baixa) depende fortemente da razão das massas individuais  $\mu$  ( $\mu = m_{alta}/m_{baixa}$ ). Por exemplo, quando 10% da massa do aglomerado está na forma de massas altas e  $\mu$  é maior do que 2, as massas altas caem para o centro e reduzem o tempo de relaxação na proporção de  $1/\mu$ .  $\mu$  menores dão lugar a um pequeno número de “partículas” pesadas e a situação reduz-se a um processo de atrito dinâmico.

Outro resultado obtido por esse estudo explicita a competição entre equipartição de energia e instabilidade gravotérmica. Se  $\mu$  for próximo a 1, a equipartição retarda o colapso gravotérmico na fase inicial, embora não o impeça. À medida que estrelas mais massivas congregam nas regiões centrais, elas se desacoplam das componentes leves e desenvolvem seu próprio colapso. Quando  $\mu$  excede a um valor crítico em torno de 2, a equipartição nunca é atingida.

Com relação à segregação, Khalisi et al. (2007) verificaram que ela ocorre em escala de tempo de relaxação ao longo da evolução do aglomerado. O nível máximo de segregação é atingido quando o núcleo colapsou e começa a expandir-se. Depois do colapso do núcleo, o grau de estratificação permanece constante.

Para  $\mu$  igual a 1, o escape parece ser governado pelos efeitos de evaporação na fase pré-colapso. Como o tempo de colapso do núcleo decresce para  $\mu$  crescente, a evaporação não avança e a perda de massa é reduzida. Para  $\mu$  maior que 3, os escapes são uma questão de ejeção: as partículas muito massivas distribuem sua energia cinética para um grande número de estrelas, e a taxa de escape cresce aproximadamente com  $\mu$ .

Além disso, os autores identificaram que as estrelas de baixa massa desempenham um papel importante na transferência de calor do núcleo para o halo, mesmo para uma pequena fração delas. A razão mais efetiva entre a massa total de estrelas de alta massa com relação à massa total do aglomerado é 15% a 20%.

Outros estudos que envolvem simulação de N-corpos (e.g. Trenti 2008) mostram que a evolução de um aglomerado estelar é fortemente influenciada pela presença de binárias primordiais e de um buraco negro central, que evitam um profundo colapso do núcleo devido a interações dinâmicas dentro deste. Particularmente, o perfil de densidade de um aglomerado, em um tempo de algumas vezes o tempo de relaxação,

não mais depende das condições iniciais mas somente da eficiência da geração de energia devido a encontros gravitacionais no centro do sistema.

Spitzer (1940) mostrou que um aglomerado não possui energia para ejetar todas as suas estrelas. Em seu estágio evolutivo final um aglomerado pode formar um remanescente, se ainda houver interação gravitacional entre as estrelas, ou uma associação de estrelas, no caso contrário. Simulações numéricas (e.g. de La Fuente Marcos 1997 e de La Fuente Marcos 1998) mostraram que o conteúdo estelar final dos remanescentes depende de sua função de massa inicial, da fração de binárias primordiais, da distância Galactocêntrica e da massa total. As simulações também evidenciam que há uma forte dependência entre o tempo de dissolução de um aglomerado aberto e a evaporação estelar. Como consequência, espera-se que os remanescentes sejam ricos em estrelas binárias. Devido aos processos dinâmicos que dominam a dissolução, é razoável assumir que os efeitos de segregação de massa causarão uma falta de estrelas na baixa sequência principal dos remanescentes.

Pavani & Bica (2007) estudaram 18 possíveis remanescentes de aglomerados abertos combinando fotometria 2MASS com movimentos próprios UCAC2<sup>||</sup>. Essa combinação de métodos foi necessária devido à incompleteza dos dados (estrelas não detectadas por causa de suas posições e/ou suas magnitudes), às incertezas observacionais e à baixa estatística. Eles encontraram que 13 desses objetos eram remanescentes que sobreviveram além da fase de aglomerados abertos. Outros aglomerados foram identificados como flutuações de campo em acordo com estudos prévios, e.g., Pavani et al. (2001) e Pavani et al. (2003).

A relação da dependência do tempo de dissolução de um aglomerado estelar com a sua massa inicial foi obtida empiricamente por Boutloukos & Lamers (2003),

---

<sup>||</sup> *USNO CCD Astrograph Catalog* ou Catálogo de Astrografia CCD do Observatório Naval dos Estados Unidos.: <http://www.usno.navy.mil/USNO/astrometry/optical-IR-prod/ucac>

concordando com simulações de N-corpos feitas por Baumgardt & Makino (2003). Posteriormente, este tipo de simulação também foi usada por de la Fuente Marcos & de la Fuente Marcos (2004) para mostrar que o tempo de dissolução também depende do número inicial de estrelas no aglomerado, e por Lamers et al. (2005b) para encontrar a relação com a densidade do local na Galáxia onde o aglomerado se encontra. Finalmente Lamers et al. (2005a) descreveram analiticamente a redução da massa do aglomerado com o tempo.

## 1.2 Evolução Estelar

Como foi colocado no início deste capítulo, os aglomerados possuem estrelas de várias massas e, portanto, em várias fases evolutivas, embora com mesma idade. Segundo os modelos de evolução estelar o conjunto de estrelas se distribui no CMD em determinado tempo (idade do aglomerado), produzindo curvas chamadas isócronas (seção 1.2.1). Também utiliza-se modelos que apresentam a sequência evolutiva de uma estrela em relação às suas magnitude e cor (CMDs) ou, como é mais comum, com relação às suas luminosidade e temperatura ou classificação espectral (H-R teórico).

O Diagrama H-R apresenta regiões específicas de temperatura e luminosidade características dos diferentes estágios evolutivos da estrela, e mesmo antes (no estágio de proto-estrela) ou seja, à medida que as características físicas das estrelas se modificam, ela passa a ocupar uma outra posição no diagrama. Por isso, a partir da posição de uma estrela no diagrama H-R podemos obter várias informações sobre ela, inclusive seu tipo espectral.

Durante a fase de pré-sequência principal (PMS), a estrela ainda não está realizando a queima estável de hidrogênio, ou seja, ainda não chegou na fase da sequência principal e sua fonte de energia é proveniente da contração gravitacional.

Se ela tiver massa  $< 2M_{\odot}$ , formará uma estrela variável não periódica T Tauri e, se tiver massa  $> 2M_{\odot}$ , formará uma estrela variável que emite jatos, os objetos Herbig-Haro (figura 1.2). Ambas emitem raios-X por causa da acreção de massa e dos campos magnéticos intensos, possuem alta taxa de rotação e são cromosfericamente ativas. No diagrama H-R, a PMS está representada por uma linha quase vertical para baixo ao longo do caminho de Hayashi (estrela totalmente convectiva e, portanto, com a menor temperatura, e luminosidade decrescente) e, para massas acima de  $0.5M_{\odot}$ , um caminho posterior seguindo uma linha para a esquerda, em direção à sequência principal (MS) ao longo do caminho de Henyey (colapso em equilíbrio radiativo e, portanto, luminosidade baixa constante e temperatura crescente). A figura 1.3 \*\* mostra a PSM para várias massas em um diagrama HR.

Na PMS as estrelas possuem discos circunstelares onde podem formar-se planetas. Uma estrela permanece na PMS menos de 1% do tempo de sua vida, ou seja, é um estágio bastante curto da estrela. Por outro lado, ela passará cerca de 80% da sua vida na MS, na qual há a queima estável do hidrogênio por dois processos: ciclo CNO e cadeia p-p. A predominância de um dos processos depende da temperatura da estrela:  $T > 18 \times 10^6$  K para o primeiro e  $T < 18 \times 10^6$  K para o segundo).

Na figura 1.3 pode-se ver que o conjunto de estrelas de diferentes massas que saem da fase PMS e chegam na fase MS definem uma curva de idade zero, ou *zero age main sequence* (ZAMS). Os limites da MS são definidos pelo intervalo de massa  $0.08M_{\odot} < m < 100M_{\odot}$ . Abaixo de  $0.08M_{\odot}$ , a estrela não realiza queima estável de Hidrogênio tornando-se uma anã marrom. Acima de  $100M_{\odot}$ , a estrela não atinge o equilíbrio hidrostático, entre pressão de radiação e contração gravitacional (Limite de Eddington), e acaba rompendo-se.

---

\*\*Ilustração produzida pelo Prof. Dale Gary do Instituto de Tecnologia de Nova Jersey e disponibilizada no site [http://webs.mn.catholic.edu.au/physics/emery/hsc\\_astrophysics\\_page3.htm](http://webs.mn.catholic.edu.au/physics/emery/hsc_astrophysics_page3.htm)

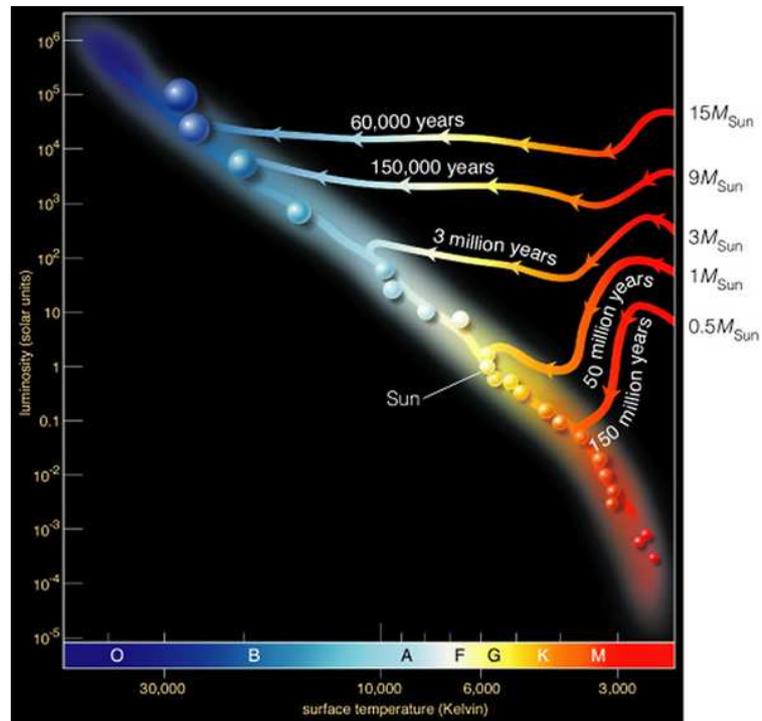


Figura 1.3: Diagrama H-R para a fase da pré-sequência principal mostrando a ZAMS. Para massas diferentes (à direita), o tempo para chegar à MS é mostrado, bem como a localização que ela terá no diagrama H-R.

A forma da curva da MS é mostrada no diagrama H-R da figura 1.5. Assim pode-se classificar as estrelas de acordo com a sua posição no diagrama H-R, ou classificação espectral: as menos massivas e de baixa temperatura e luminosidade são as classes K e M e as mais massivas, de alta temperatura e luminosidade são as O e B (o Sol é do tipo G com temperatura efetiva superficial de cerca de 5800 K). Observa-se na figura 1.3 que as estrelas O e B levam menos tempo para chegar na fase da MS do que as K e M. As estrelas K e M também são chamadas de estrelas anãs vermelhas por serem as menos massivas ( $M < M_{\odot}$ ) e mais frias ( $T_{eff} < 3500$  K) da MS. De forma mais geral, as estrelas com massa aproximadamente menor que  $8M_{\odot}$  são chamadas de estrelas anãs.

As estrelas ocupam aproximadamente a mesma posição na MS enquanto estiverem transformando hidrogênio e hélio no núcleo. O tempo que as estrelas permanecem na MS depende de sua massa. Quanto mais massiva ela for, mais luminosa. A figura 1.4 <sup>††</sup> mostra a relação de proporcionalidade entre massa e luminosidade de uma estrela na MS. Para manter a luminosidade, as estrelas massivas precisam emitir muita energia e, portanto, seu estoque de hidrogênio acaba mais rapidamente ( $\approx 10^6$  anos) do que as menos massivas ( $\approx 10^{11}$  anos). A figura 1.5 <sup>‡‡</sup> mostra os tempos de permanência na MS para estrelas de diferentes massas e as fases evolutivas subseqüentes à MS em um diagrama H-R.

Encontram-se também, nos diagramas H-R de aglomerados estelares, estrelas mais azuis e brilhantes, as chamadas *blue stragglers*. A origem dessas estrelas ainda é objeto de estudo, mas parecem ser estrelas massivas envolvidas em sistemas binários ou produto de uma fusão. Na primeira situação, a estrela mais massiva evolui

---

<sup>††</sup>Ilustração produzida pelo Prof. Dale Gary do Instituto de Tecnologia de Nova Jersey e disponibilizada no site [http://webs.mn.catholic.edu.au/physics/emery/hsc\\_astrophysics\\_page3.htm](http://webs.mn.catholic.edu.au/physics/emery/hsc_astrophysics_page3.htm)

<sup>‡‡</sup>Ilustração produzida pelo Prof. Greg Bothun da Universidade de Oregon e disponibilizada no site <http://zebu.uoregon.edu/~imamura/122/lecture-5/lecture-5.html>

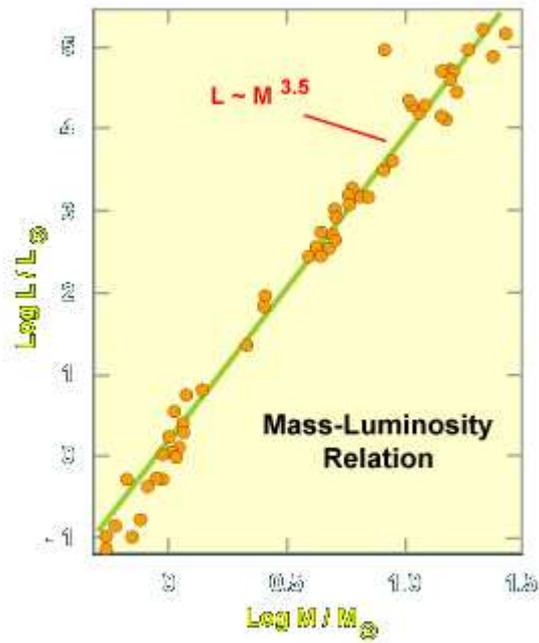


Figura 1.4: Relação massa-luminosidade.

mais rápido e, ao sair da MS e expandir-se, atinge o limite de Roche e passa a ceder massa para a sua companheira. Assim, ela não segue o caminho evolutivo de uma estrela individual ocupando a região onde se observa as *blue stragglers*. Isso explicaria por que se observa estrelas na MS com massa superior a outras que já saíram dessa fase, recebendo massa de uma estrela de massa menor (as estrelas companheiras que receberam massa das que se tornaram *blue stragglers*). Outro cenário possível é que elas sejam duas estrelas (binárias ou não) em processo de *merging* (fusão), e a estrela mais massiva não teve tempo para evoluir rapidamente como as que já nasceram massivas. Por isso observa-se a grande incidência de *blue stragglers* em regiões centrais e densas dos aglomerados, onde esses encontros próximos são mais prováveis de acontecer.

A energia gerada no núcleo é transportada para a superfície por radiação e convecção. Nas estrelas com mais de  $10M_{\odot}$  a convecção ocorre na região do núcleo agitando o hélio recém criado e mantendo a proporção de combustível necessária para

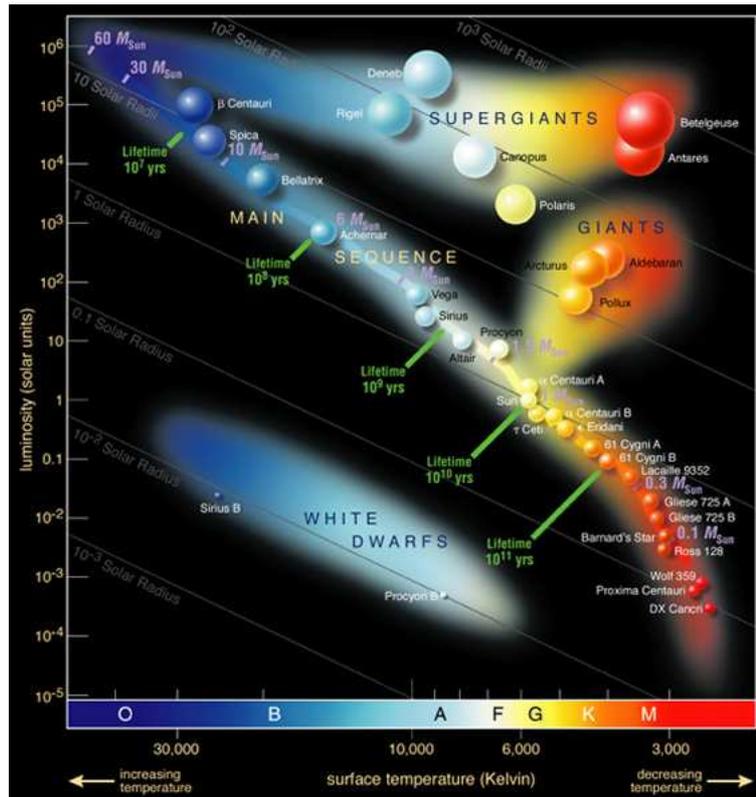


Figura 1.5: Diagrama H-R com fases evolutivas. A figura mostra a sequência principal indicando o tempo de vida correspondente a várias posições e estrelas conhecidas com essas características. Também mostra as regiões no H-R das gigantes vermelhas, supergigantes vermelhas e anãs brancas com exemplo de estrelas que ocupam essas posições.

ocorrer a fusão. Para estrelas com massa mais baixa, o núcleo convectivo é cada vez menor deixando de existir a partir de  $2M_{\odot}$ . Abaixo dessa massa, os núcleos são radiativos e existe convecção na camada externa próximo à superfície. O envelope convectivo cresce conforme a massa diminui e, abaixo de  $0.4M_{\odot}$ , a estrela é totalmente convectiva.

Durante a fase final da MS, com a redução de hidrogênio, o núcleo da estrela contrai e suas camadas se expandem e brilham mais. Esse aumento do raio e da luminosidade da estrela ocorre por que as reações nucleares transformam quatro núcleos de hidrogênio em um núcleo de hélio. Esse hélio mais denso produzido acumula-se no centro da estrela e a redução no número de átomos gera uma redução na pressão interna e, portanto, o núcleo da estrela contrai levemente. Essa contração aumenta a densidade do núcleo e sua temperatura, que então aumenta a taxa de queima de hidrogênio (aumento da temperatura) empurrando as camadas externas ao núcleo (aumento do raio). O aumento da temperatura também faz com que ocorra a queima de hidrogênio nas camadas externas e a estrela acaba ficando mais alguns milhões de anos na MS. Como efeito da expansão da estrela, sua luminosidade aumenta e sua temperatura efetiva diminui, o que é representado pelo caminho ascendente na figura 1.6 .

Quando acaba o hidrogênio no núcleo, este colapsa até atingir uma temperatura suficiente para queimar hélio em elementos mais pesados até o carbono. Quando o núcleo contrai, as camadas externas que queimam hidrogênio expandem-se ainda mais e a estrela se torna mais fria e vermelha. Nessa fase, as estrelas com massas entre  $0.2M_{\odot}$  e  $10M_{\odot}$  iniciam a fase de gigantes vermelhas ou supergigantes, dependendo de sua massa. As gigantes vermelhas são estrelas F, G, K e M luminosas, grandes

---

Figura retirada da página do Observatório Educativo Itinerante da Universidade Federal do Rio Grande do Sul (OEI-UFRGS): <http://www.if.ufrgs.br/oei/hip.html>

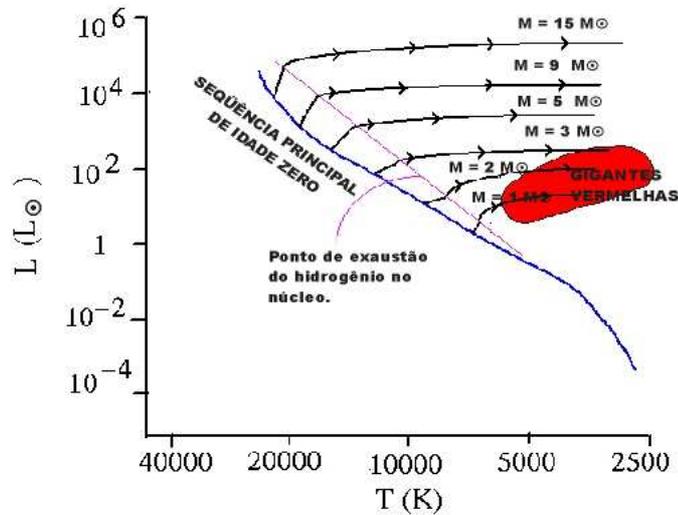


Figura 1.6: Diagrama H-R mostrando a saída da fase de sequência principal para a fase de gigante vermelha de estrelas de diferentes massas.

e frias que se localizam na parte direita média do diagrama H-R, acima da MS. As supergigantes vermelhas são estrelas tipo O localizadas acima da região das gigantes vermelhas, portanto mais luminosas (figura 1.5).

Durante a fase de gigante vermelha, o envelope externo se torna convectivo e vai penetrando nas camadas mais profundas que contém núcleos recém sintetizados de hélio. Esse processo de mistura e transporte para a superfície de elementos sintetizados no núcleo recebe o nome de primeira dragagem (ou *first dredge-up*). Nessa fase em que a estrela é totalmente convectiva, a temperatura não se altera enquanto há aumento de luminosidade, e a curva do diagrama H-R é uma reta ascendente (figura 1.7) .

Iniciada a queima de hélio no núcleo, este se contrai e o seu envelope deixa de ser convectivo. As estrelas com massas menores que  $2M_{\odot}$  passam 20% de suas vidas

---

Ilustração retirada da página do Prof. Valter Maciel do Instituto de Astronomia e Geofísica da Universidade de São Paulo: <http://www.astro.iag.usp.br/~maciel/teaching/artigos/ventos.html>

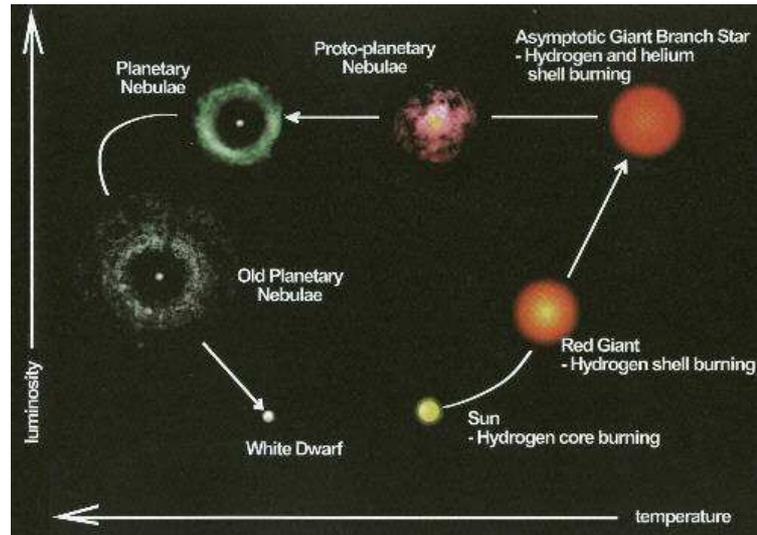


Figura 1.7: Diagrama H-R mostrando as fases evolutivas de uma estrela de massa intermediária.

na RGB enquanto que as que tem massa  $2M_{\odot} < m < 8M_{\odot}$  possuem fases mais curtas (menos de 7%).

Durante a fase de gigante vermelha a estrela com massa igual ou maior que a do Sol passa, durante alguns milhões de anos, pelo ramo horizontal (ou *horizontal branch*, HR). Ao queimar hidrogênio nas camadas externas e hélio no núcleo, o carbono e o hélio do núcleo acabam formando oxigênio. A estrela se torna menor e mais quente, percorrendo um caminho horizontal no diagrama H-R de luminosidade de dezenas a centenas vezes maior que a do Sol, dependendo de sua massa. Nessa fase, o aumento de temperatura sem a expansão da estrela leva a um período curto de variabilidade, Cefeidas para as estrelas de maior massa e RR Lyrae para as de menor massa. Por passar um tempo longo nessa fase, observa-se em diagramas H-R de aglomerados estelares o chamado *clump* de gigantes vermelhas, que são usados como marcadores de idade.

Quando a quantidade de hélio no núcleo começa a decair, este novamente se contrai levemente conseguindo manter a queima de hélio no núcleo. A estrela

passa a também queimar tanto hidrogênio quanto hélio em camadas externas que se expandem e a estrela entra no ramo assintótico das gigantes vermelhas, ou AGB. Uma das características da fase AGB é a queima instável de hélio no envelope, que produz pulsos térmicos (variações de luminosidade de 6 ordens de magnitude) em períodos de 80 a 100 dias, fase chamada de Mira. Esses pulsos criam zonas convectivas nas camadas que queimam hélio e hidrogênio e todos os elementos sintetizados nessas camadas e no núcleo chegam à superfície (terceira dragagem). A terceira dragagem ocorre várias vezes devido aos pulsos térmicos.

Estrelas com massas maiores que  $10M_{\odot}$  evoluem para o ramo das supergigantes vermelhas, localizado no diagrama H-R na parte superior direita, ou seja, com maiores luminosidades e menores temperaturas devido ao seu tamanho. Essas estrelas podem realizar fusões de elementos mais pesados que o carbono, chegando até o ferro e níquel, se tornando cada vez maiores e mais vermelhas. Algumas dessas estrelas entram em fase de instabilidade chamada cefeidas, de períodos da ordem de 70 dias. Então tais estrelas ejetam suas camadas externas em explosões de supernovas deixando o seu núcleo na forma de um pulsar, uma estrela de nêutron, um magnetar ou um buraco negro.

Já as estrelas com massas até  $10M_{\odot}$  acabam ejetando suas camadas externas em uma nebulosa planetária mantendo o seu núcleo degenerado como uma estrela anã branca de massa menor que  $1.4M_{\odot}$  (limite de Chandrasekhar). Essas estrelas são extremamente quentes e de baixa luminosidade devido ao seu pequeno tamanho. Por isso elas localizam-se na parte “azul” do diagrama H-R em uma curva descendente em luminosidade e em temperatura, pois não realizam mais reações nucleares, e resfriam-se.

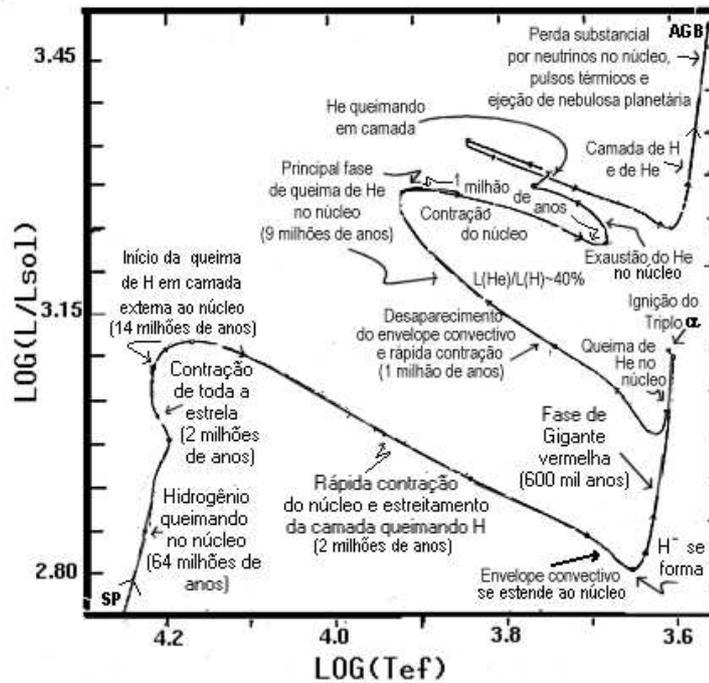


Figura 1.8: Diagrama H-R da evolução de uma estrela de massa  $5M_{\odot}$ .

O comportamento da estrela depende de sua massa. Elas se tornam anãs brancas. Já as estrelas com massas maiores que  $10M_{\odot}$  podem explodir como supernovas e/ou colapsar em um buraco negro.

A figura 1.8 apresenta o caminho evolutivo de uma estrela de  $5M_{\odot}$ , desde a sequência principal até a fase de gigante vermelha, com os tempos envolvidos nas diferentes fases.

Um esquema da evolução estelar em função da massa inicial da estrela pode ser visualizado na figura 1.9.

Ilustração retirada da página elaborada pelos Profs. Kepler de Souza Oliveira Filho e Maria de Fátima Oliveira Saraiva da Universidade Federal do Rio Grande do Sul <http://astro.if.ufrgs.br/evol/contorno/node5.htm>

Ilustração produzida pelo Prof. Greg Bothun da Universidade de Oregon e disponibilizada na página <http://zebu.uoregon.edu/~imamura/>

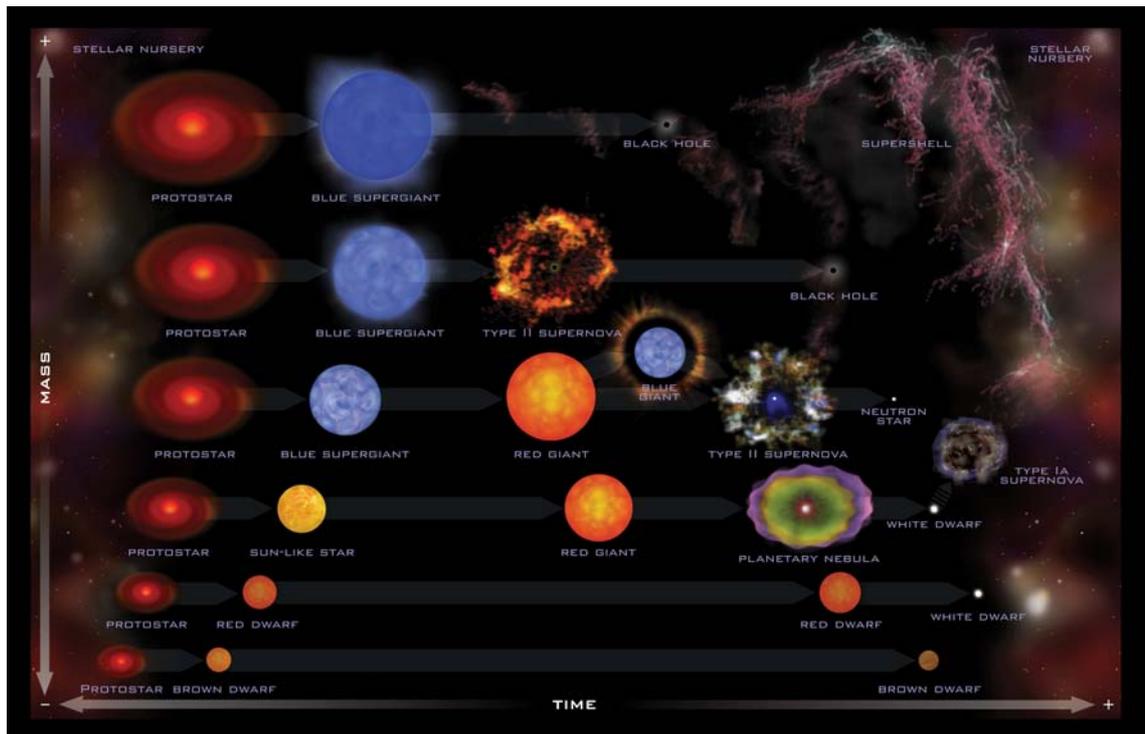


Figura 1.9: Esquema da evolução estelar para diferentes massas iniciais de uma estrela.

### 1.2.1 Isócronas e Diagramas

Vimos na subseção anterior que, segundo os modelos de evolução estelar, a evolução de uma estrela é totalmente dependente de sua massa, tanto em relação às fases que ela passa ao longo de sua vida como em relação ao tempo que ela despende em cada uma dessas fases. Esses modelos podem ser visualizados através de diagramas H-R. Por outro lado, modelos de evolução dos aglomerados estelares mostram como se dá a origem de suas estrelas e de sua dinâmica. Ao aliar-se os modelos de evolução estelar aos modelos de evolução dos aglomerados, pode-se representar como seria a distribuição de estrelas de um aglomerado de certa idade através de uma isócrona.

Depois que as estrelas são geradas no aglomerado embebido, há uma concentração de estrelas na fase da pré-sequência principal e, devido às diferenças de massas, em várias posições no diagrama H-R. Essas estrelas não chegam todas juntas

à sequência principal e sim distribuídas na ZAMS e na PMS. À medida que o tempo passa, as estrelas mais massivas saem da MS e a parte superior da MS começa a se deslocar para valores menores de luminosidade. Esse ponto mais alto da MS é chamado de *turn-off*. Ao mesmo tempo aparecem estrelas gigantes vermelhas que localizam-se em posições mais luminosas do diagrama conforme a idade do aglomerado.

A teoria de evolução estelar assume que a estrela tem simetria esférica e descrevem a sua evolução a partir das equações de continuidade de massa (equação 1.2), de equilíbrio hidrostático (equação 1.3), do transporte radiativo (equação 1.4) e de conservação de energia (equação 1.5):

$$\frac{dM_r}{dr} = 4\pi r^2 \rho \quad (1.2)$$

$$\frac{dP}{dr} = -\rho \frac{GM_r}{r^2} \quad (1.3)$$

$$\frac{dT}{dr} = -\frac{3L_r K \rho}{4\pi r^2 4acT^3}, \text{ se radiativo}; \quad \frac{dT}{dr} = \left(\frac{dT}{dr}\right)_{\text{adiabático}}, \text{ se convectivo} \quad (1.4)$$

$$\frac{dL_r}{dr} = 4\pi r^2 \rho \left[ \varepsilon - \frac{3}{2} \rho^{\frac{2}{3}} \frac{d}{dt} \left( \frac{P}{\rho^{\frac{5}{3}}} \right) \right] \quad (1.5)$$

Além disso, os modelos utilizam uma equação de estado (EOS) para relacionar variáveis como pressão, temperatura e densidade, obtendo a dependência da temperatura com o raio. Também é importante a opacidade e a equação de energia, além das condições de contorno: para o raio igual zero, a massa e a luminosidade são nulas; para o raio igual ao raio da estrela, a massa total é a integral da massa

em função do raio). Tendo a massa inicial e a composição química (fração de massa de hidrogênio,  $X$ , de hélio,  $Y$ , e de todos os outros elementos,  $Z$ ), pode-se calcular o modelo de evolução da estrutura da estrela a partir da ZAMS. Define-se como metalicidade  $[Fe/H]$  o logaritmo do quociente entre a abundância de metais na estrela e a abundância solar:

$$[Fe/H] = \log \frac{(Fe/H)_{estrela}}{(Fe/H)_{\odot}} = \log(Fe/H)_{estrela} - \log(Fe/H)_{\odot} \quad (1.6)$$

onde aproximamos a abundância  $(Fe/H)$  por  $Z$ , ou seja,

$$[Fe/H] = \log \frac{Z}{Z_{\odot}} \quad \text{ou} \quad Z = 10^{[Fe/H]} Z_{\odot} \quad (1.7)$$

onde  $Z_{\odot} = 0.019$ .

Assim,  $[Fe/H]$  do Sol é igual a zero, objetos mais pobres em metais do que o Sol terão  $[Fe/H]$  negativos e objetos mais ricos em metais terão  $[Fe/H]$  positivos. Usualmente chama-se tanto  $[Fe/H]$  como  $Z$  de metalicidade.

Também são modelados a produção de energia por reações nucleares no núcleo da estrela e a convecção no seu interior (*Mixing Length Theory* - MLT), caracterizada pelo parâmetro  $\alpha$ . O parâmetro  $\alpha$  é o comprimento de mistura, dado por  $\alpha = l/\lambda_P$  onde  $l$  é o comprimento de mistura, isto é, a distância vertical média (ou livre caminho médio) que o elemento se move antes de se dissolver no meio circundante, e  $\lambda_P$  a escala de variação de pressão, isto é, a distância em que a pressão varia por um fator  $e$ . Outro fator importante para o modelamento da convecção é o *overshooting*, ou sobreimpulso, caracterizado pelo parâmetro  $\beta$ . O *overshooting* é o efeito de alargamento da zona convectiva pela penetração de alguns elementos convectivos na região externa estável. O parâmetro  $\beta$  é dado por  $\beta = d/\lambda_P$  onde  $d$  é a distância do *overshooting* (Oliveira Filho & Saraiva 2000 e Girardi et al. 2000).

A análise das fases em que o envelope é radiativo ou completamente convectivo é feita através de modelos de atmosferas estelares. Os resultados dos modelos de interiores estelares e atmosferas estelares fornecem, então, a temperatura efetiva  $T_{eff}$  da estrela (temperatura de um corpo negro que emite a mesma quantidade de energia por unidade de área e de tempo que a estrela) e sua luminosidade  $L$  (energia total por segundo), dada por  $L = 4\pi R^2 \sigma T_{eff}^4$ .

Neste trabalho utilizaremos as isócronas do grupo de Pádova (Girardi et al., 2002). A figura 1.10 mostra como elas se modificam com a variação de idade, mantendo a metalicidade fixa (solar). Os modelos de Pádova iniciaram com o trabalho de Bressan et al. (1993), que descreveu a evolução do interior estelar com a incorporação de efeitos não ideais, como interação coulombiana. Por outro lado não modelam a atmosfera estelar pois utilizam os modelos de Kurucz (1992). Os modelos são apresentados para massas de 0.15 a 120  $M_{\odot}$  e metalicidades  $Z$  de 0.0004 a 0.05.

Como as observações fotométricas produzem dados de magnitude absoluta em bandas de comprimento de onda, nosso caso do 2MASS, do infravermelho, os modelos de isócronas fornecem os dados teóricos em magnitudes absolutas, e não em luminosidade ( $M_{bol} = -2,5 \log L + C$ ), nas bandas J, H e  $K_s$ :  $M_J$ ,  $M_H$  e  $M_{K_s}$ . Assim, deve-se transpor o diagrama H-R em um CMD que relaciona a magnitude em J (melhores dados) com o índice de cor (J-H), em vez da temperatura (figura 1.10). A relação cor-temperatura não é trivial por ser empírica estando relacionada com modelos de atmosferas estelares. Um trabalho que estuda essa relação e apresenta um levantamento da bibliografia sobre esse tema é dado em Sekiguchi & Fukugita (2000).

---

<http://stev.oapd.inaf.it/lgirardi/cgi-bin/cmd>

Ilustração produzida pelo Prof. Leandro Kerber da Universidade Estadual de Santa Cruz e disponibilizada na página <http://www.astro.iag.usp.br/~isabel/folhetim/talks05/leandro.pdf>

Ilustração produzida pelo Prof. Leandro Kerber da Universidade Estadual de Santa Cruz e disponibilizada na página <http://www.astro.iag.usp.br/~isabel/folhetim/talks05/leandro.pdf>

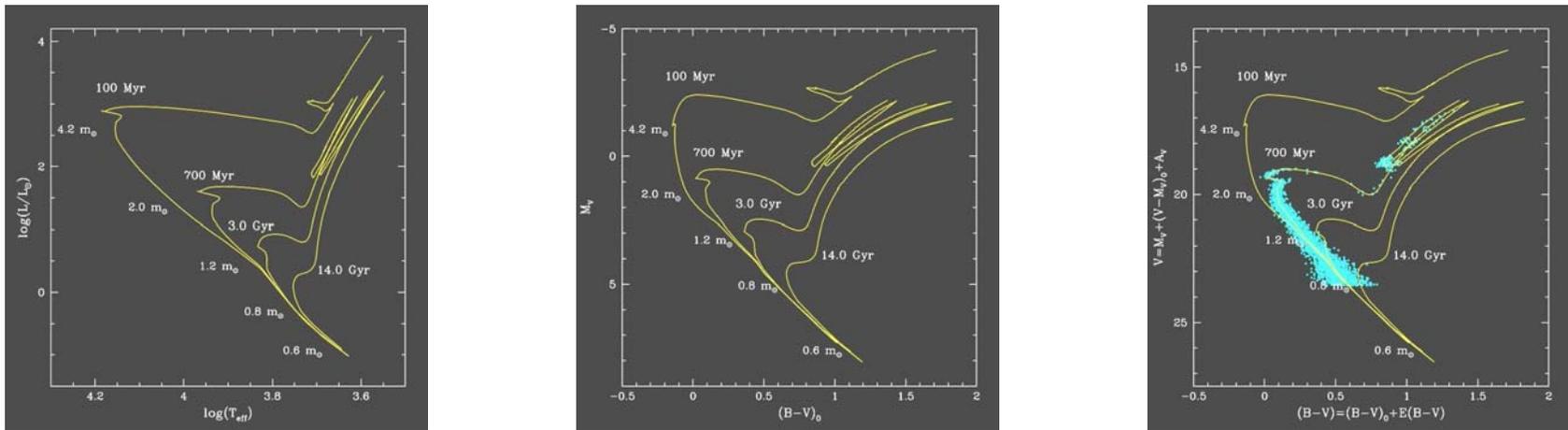


Figura 1.10: Isócronas no diagrama H-R teórico (esquerda), em seu correspondente CMD (centro) e ajuste a um CMD observado (direita).

As isócronas derivadas dos modelos de evolução estelar produzem as magnitudes absolutas, sem efeitos de redução de sua intensidade por causa da sua distância até nós e da extinção interestelar devido à poeira ao longo dessa distância. Além disso, a poeira interestelar absorve mais comprimentos de onda menores de forma que a luz chega mais “avermelhada” ao observador. Esse efeito chama-se avermelhamento.

A extinção interestelar depende da direção em que se encontra o objeto já que a distribuição de matéria na Galáxia é não-homogênea. Chama-se de módulo de distância aparente a diferença entre a magnitude aparente e a absoluta,  $(m-M)_J$ . Ele é correlacionado com a distância e envolve um parâmetro que mede a absorção interestelar na banda de observação,  $A_J$ :

$$M_J = m_{J0} - 5 \log d_{\odot} + 5 \quad \text{onde} \quad m_{J0} = m_J - A_J \quad (1.8)$$

ou

$$(m - M)_J = 5 \log d_{\odot} - 5 + A_J \quad (1.9)$$

Chamamos de módulo de distância absoluto  $(m-M)_0$  a diferença entre as magnitudes aparente e a absoluta devido exclusivamente à distância da fonte, sem os efeitos de extinção:

$$(m - M)_0 = -5 \log d_{\odot} + 5 \quad (1.10)$$

ou

$$(m - M)_0 = (m - M)_J - A_J \quad (1.11)$$

Portanto, ao identificarmos a diferença de magnitude, por exemplo em J, entre o valor do modelo (magnitude absoluta) e o medido (magnitude aparente), podemos inferir a distância do aglomerado pela equação 1.12.

$$d_{\odot} = 10^{[(m-M)_0+5]/5} \quad (1.12)$$

Podemos re-escrever a equação 1.8 na forma:

$$M_J = J + A_J - 5 \log d_{\odot} + 5 \quad (1.13)$$

Da mesma forma podemos escrever para a banda H:

$$M_H = H + A_H - 5 \log d_{\odot} + 5 \quad (1.14)$$

e obter o índice de cor ( $M_J - M_H$ ):

$$M_J - M_H = (J - H) - (A_J - A_H) \quad (1.15)$$

ou

$$(J - H)_0 = (J - H) - (A_J - A_H) \quad (1.16)$$

Chamamos o último termo da expressão 1.16 de excesso de cor E(J-H):

$$(J - H)_0 = (J - H) - E(J - H) \quad (1.17)$$

Normalmente trabalha-se com o excesso de cor óptico E(B-V). Com o E(B-V) pode-se corrigir a cor para determinar a temperatura das estrelas. Devemos achar a relação entre E(J-H) e E(B-V).

O excesso de cor tem relação com a extinção devido à absorção interestelar, medida pelo coeficiente de absorção  $A$  na respectiva banda. A razão entre o coeficiente de absorção e o avermelhamento fornece o coeficiente de extinção seletiva total  $R_J$ :

$$R_J = \frac{A_J}{E(J - H)} \quad (1.18)$$

Usando a definição do excesso de cor, re-escrevemos a equação 1.18:

$$R_J = \frac{A_J}{A_J - A_H} \quad (1.19)$$

ou

$$R_J = \frac{1}{1 - \frac{A_H}{A_J}} \quad (1.20)$$

A razão  $\frac{A_H}{A_J}$  foi obtida por Mathis (1990) como igual a 0.624. Portanto  $R_J = 2.55$ .

Já  $R_V$  foi encontrado por Cardelli et al. (1989) como igual a 3.1. Considerando que o valor para  $A_J/A_V$  vale 0.276 (Schlegel et al., 1998), encontramos a relação entre os excessos no infravermelho e óptico:

$$\frac{E(J - H)}{E(B - V)} = \frac{R_V}{R_J} \frac{A_J}{A_V} = 1.21 \times 0.276 = 0.33 \quad (1.21)$$

A expressão 1.21 será muito utilizada para transpor nossos resultados de excesso de cor no infravermelho para o óptico (capítulos 3 e 4).

Sintetizando, ao ajustar uma isócrona ao CMD observado (Figura 1.10), devemos deslocá-la verticalmente, obtendo o módulo de distância (m-M). A partir das equações 1.10 e 1.12, encontramos o módulo de distância absoluto (m-M)<sub>0</sub> e a distância do aglomerado d<sub>0</sub>, respectivamente. Também precisamos deslocá-la horizontalmente

obtendo  $E(J-H)$  cor e, a partir da equação 1.21,  $E(B-V)$ . A figura 1.10 mostra, além do diagrama H-R e de seu CMD correspondente, o ajuste de isócronas ao CMD de um aglomerado.

### 1.3 Objetivos

O objetivo desta tese é contribuir para homogeneização dos estudos de aglomerados abertos a partir da comparação crítica das determinações de parâmetros no infravermelho, usando dados do 2MASS, e no óptico dada pela literatura. A amostra é composta por nove aglomerados abertos previamente estudados por fotometria: NGC 744, NGC 1245, NGC 1342, NGC 1502, NGC 2192, NGC 2204, NGC 2243, NGC 2281 e NGC 6709.

O presente estudo envolve o método clássico e um estatístico de ajuste de isócronas. Inicialmente ajustamos visualmente as isócronas de Pádova (Girardi et al., 2002) aos CMDs para derivar idade, metalicidade, distância e avermelhamento. Os resultados foram usados como valores de entrada em um método estatístico. Esse método não realiza descontaminação de estrelas de campo na direção do aglomerado. A partir da comparação do CMD observado com o CMD do campo, é atribuída probabilidade de cada estrela ser membro do aglomerado. O CMD do aglomerado é, então, estatisticamente comparado com CMDs sintéticos construídos a partir das isócronas, formando espaços de parâmetros que fornecem soluções estatisticamente consistentes e com incertezas menores para os parâmetros físicos. Essa análise é, certamente, mais objetiva e potente do que o ajuste clássico, embora não prescindia deste. Entre os efeitos considerados na elaboração dos CMDs sintéticos estão a fração de binárias e a função de massa inicial (Kerber & Santiago, 2003).

Outro aspecto importante do trabalho é a visualização dos estágios evolutivos dos aglomerados ao associarem-se os parâmetros fundamentais, obtidos pela análise de CMDs, com os estruturais, obtidos pela análise de RDPs. Esses dois tipos de análise de aglomerados permitem o estudo de seus estados físicos de forma mais objetiva do que usualmente se fazia até agora.

Dando continuidade ao 2MASS, os novos observatórios virtuais como o VISTA estarão disponibilizando uma quantidade de dados que a médio e longo prazos chegarão à ordem de petabytes ( $10^{17}$  bytes). Desenvolver ferramentas para o estudo de aglomerados de estrelas torna-se imprescindível para fazer face aos aglomerados a serem descobertos e aprofundar os CMDs dos já catalogados, de uma forma homogênea e sistemática.

Apresentaremos no capítulo 2 as características dos dados do 2MASS (seção 2.1) e da amostra estudada (seção 2.2). O método clássico é descrito e analisado no capítulo 3, incluindo comparações das soluções encontradas para os aglomerados da amostra com as correspondentes soluções da literatura. O capítulo 4 mostra os passos seguidos no ajuste estatístico e as soluções encontradas. No capítulo fazemos a primeira determinação de parâmetros fundamentais e estruturais para uma amostra de três aglomerados não estudados anteriormente, aplicando o método estatístico utilizado na amostra anterior. No capítulo 6 reunimos as duas amostras em uma análise de seus parâmetros fundamentais e estruturais. As conclusões gerais do trabalho são reunidas no capítulo 7, no qual apresentamos as perspectivas futuras.

## Capítulo 2

# Dados Fotométricos e Amostra

### 2.1 O 2MASS

Os primeiros catálogos de objetos chamados nebulares não distinguiam galáxias, aglomerados estelares e regiões HII: Messier em 1794, *New General Catalogue* em 1890 e o *Index Catalogue* em 1895. Esses catálogos utilizavam dados obtidos em placas fotográficas dentro do intervalo de comprimento de onda visível. Como a extinção interestelar é muito forte para  $\lambda < 1\mu\text{m}$ , os catálogos ópticos de aglomerados estão bastante incompletos. O *Two Micron Sky Survey* (TMSS), realizado em 1969, mostrou que as observações na região do infravermelho próximo (NIR) são superiores às ópticas tradicionais no que tange à observação de regiões mais distantes da Galáxia e à detecção de aglomerados mais jovens ainda embebidos em nuvens moleculares, já que a Galáxia é transparente a esses comprimentos de onda.

Vários catálogos surgiram do estudo de aglomerados no óptico com o objetivo de compilar resultados da literatura científica. Por exemplo, Alter et al. (1970), Ruprecht et al. (1981), Lyngå (1988), Lyngå (1995), Dias et al. (2002) e Mermilliod & Paunzen (2003). Depois de *surveys* infravermelhos, com os catálogos AFCRL

(*Air Force Cambridge Research Lab.*) e AFGL (*Air Force Geophys. Lab.*) entre 1975 e 1983, e o lançamento do IRAS (*Infrared Astronomical Satellite*) em 1982, foi realizado um *survey* no infravermelho próximo com mais profundidade: o **2MASS** (*Two Micron All Sky Survey*) entre 1997 e 2001. O objetivo do 2MASS (Skrutskie et al., 1997) foi preencher a lacuna entre as capacidades técnicas e o conhecimento do céu no infravermelho próximo. Além disso o 2MASS escaneou todo o céu em três bandas no infravermelho próximo para detectar e caracterizar fontes pontuais mais brilhantes que 1mJy em cada banda, com uma razão sinal-ruído (razão SN) maior que 10 e usando pixel de 2.0" de tamanho. Ele atingiu um aumento de 80.000 vezes em sensibilidade com relação aos *surveys* anteriores.

O 2MASS possibilitou um novo censo, com maior sensibilidade e precisão astrométrica, importante para o uso otimizado de novas missões no infravermelho de nova geração, como a câmera do infravermelho próximo e o espectrômetro multi-objeto instalado no telescópio espacial Hubble (HST/NICMOS/NASA). Os telescópios espaciais Spitzer no infravermelho (SIRTF/NASA) e o James Webb (NGST/NASA), que substituirá o telescópio Hubble, também se beneficiarão dos resultados do 2MASS, bem como os telescópios em terra, como o Keck I, Keck II (CARA/NASA) e Gemini.

O responsável pela administração geral do projeto e pelo desenvolvimento das câmeras infravermelhas e os sistemas computacionais no local foi a Universidade de Massachusetts (UMass). O Centro de Análises e Processamento no Infravermelho (IPAC) é o responsável por todo o processamento dos dados e a construção e distribuição dos produtos dos dados. O projeto 2MASS envolve a participação de membros de grupos científicos de várias instituições e é patrocinado pela Administração Nacional Espacial e Aeronáutica (NASA) e da Fundação Nacional de Ciência (NSF). O 2MASS consistiu de dois telescópios altamente automatizados de 1,3 m, um localizado no Arizona (Mt. Hopkins) e outro no Chile (Cerro Tololo).

O 2MASS cobriu 99,998% do céu até 2000 (no céu do norte) e 2001 (no céu do sul) através de mosaicos de  $6^\circ$  de altura em declinação e um *frame* de  $8.5'$  de largura em ascensão reta que superpõem-se a 10%. As regiões se superpõem mais em direção aos pólos Galácticos (fontes de magnitudes mais fracas). Nas zonas de superposição, o 2MASS escolheu uma das exposições, portanto não realizando médias. Cada telescópio foi equipado com uma câmera de três canais, cada canal consistindo de um arranjo  $256 \times 256$  de detectores de HgCdTe, capaz de observar o céu simultaneamente nas bandas J ( $1.25 \mu\text{m}$ ), H ( $1.65 \mu\text{m}$ ), e  $K_s$  (*K-short* ou  $2.17 \mu\text{m}$ ). Essas bandas correspondem aos comprimentos de onda que não são afetados pelas emissões de fundo térmico ( $\lambda > 2.31 \mu\text{m}$ ) e são determinadas por filtros de interferência.

Os dados do 2MASS estão compilados na forma de dois catálogos: o Catálogo de Fontes Puntuais (PSC) e o Catálogo de Fontes Extensas (XSC), além do Atlas de Imagens nas três bandas do *survey*. O PSC possui posições e brilho de cerca de 500 milhões de estrelas com incertezas fotométricas para cada banda. O limite de magnitude para fontes fora do Plano Galáctico ( $|b| > 10^\circ$ ) e fora de áreas problemáticas fora do Plano Galáctico é de 15.8 mag na banda J, 15.1 na banda J e 14.5 na banda  $K_s$ .

### 2.1.1 O Catálogo de Fontes Puntuais (PSC)

Os dados do 2MASS estão compilados na forma de dois catálogos, o Catálogo de Fontes Puntuais (PSC) e o Catálogo de Fontes Extensas (XSC), além do Atlas de Imagens com 4.121.439 imagens de  $512 \times 1024$  pixel, cada pixel cobrindo  $1''$ , nas três bandas do *survey*. O PSC possui posições e brilho de mais de 500 milhões de estrelas com incertezas fotométricas para cada banda. O limite de magnitude para fontes fora

do Plano Galáctico e de áreas problemáticas é de 15.8 mag na banda J, 15.1 na banda H e 14.3 na banda  $K_s$ .

O PSC é composto por dois subconjuntos de dados: o catálogo de alta confiabilidade e a extensão fraca. O primeiro é aquele com  $SR > 10$  e alta confiabilidade que atinge ou supera todos os critérios de nível 1 para sensibilidade, uniformidade e confiabilidade em regiões não confusas do céu:

(i) Sensibilidade fotométrica: detecção de  $10\text{-}\sigma$  (0.109 mag) em 15.8, 15.1, 14.3 mag nas bandas J, H e  $K_s$ , respectivamente, para fontes não confusas fora do plano Galáctico;

(ii) Uniformidade fotométrica: fotometria com menos de 4% de desvios na uniformidade espacial;

(iii) Precisão fotométrica: precisão de  $1\sigma$  para fontes não confusas com  $SR \gg 20$  e melhor do que 5% nas três bandas;

(iv) Precisão astrométrica (posições e incertezas): precisão de  $1\text{-}\sigma$  com relação ao sistema de referência ( $< 0.5''$ );

(v) Completeza:  $> 0.99$  para  $|b| > 30^\circ$  do Plano (nos limites de sensibilidade de  $10\text{-}\sigma$ : 15.8, 15.1, e 14.3 mag para J, H, e  $K_s$ , respectivamente);

(vi) Confiabilidade: maior que 99.95% em regiões não confusas do céu e ter contrapartida no SDSS;

(vii) Precisão fotométrica da fonte brilhante:  $< 2\%$  de bias no limite  $K_s \approx 4.0$  mag,  $< 5\%$  de repetibilidade de  $1\text{-}\sigma$  no limite  $K_s \approx 8.0$  mag e  $< 10\%$  de repetibilidade de  $1\text{-}\sigma$  no limite  $K_s \approx 4.0$  mag.

Estrelas muito brilhantes que saturam nas exposições mais curtas estão incluídas nesse conjunto mesmo que não satisfaçam os critérios de precisão fotométrica. A maioria das fontes satisfazem os critérios de nível 1 e não apresentam multiplicidade de detecção.

O segundo subconjunto de dados é uma extensão mais fraca que contém fontes que atingem 0.5-1.0 mag além de  $J < 15.8$ ,  $H < 15.1$  e  $K_s < 14.3$  mag, onde o Catálogo é completo em mais de 99%. A completeza, confiabilidade e uniformidade da extensão de fontes fracas não são tão boas quanto as do subconjunto anterior e não satisfazem todas as especificações acima citadas mas estão incluídas por que, quando usadas com cuidado, podem se tornar uma fonte valiosa para certos tipos de pesquisa nas quais não são necessários conjuntos de dados estatísticos e homogêneos. As fontes são incluídas no PSC se elas tiverem uma detecção com  $SR > 7$  em pelo menos uma das bandas ou  $SR > 5$  nas três bandas.

As fontes da extensão fraca do PSC compreendem 29.5%, 38.3% e 43.8% de todas as detecções em J, H e  $K_s$ s, respectivamente. A maioria dessas fontes, com distribuições com pico em  $J \approx 16.5$ ,  $H \approx 16$  e  $K_s \approx 15.5$  mag, têm precisão fotométrica mais baixa apenas por que são fracas. Também há uma população que satura em exposições de 1.3 s ( $J \approx 9$ ,  $H \approx 8.5$  e  $K_s \approx 8$  mag). Esses objetos constituem cerca de 1% das fontes do PSC acima de seu intervalo de brilho e são casos nos quais a precisão medida é degradada devido à confusão com outras fontes ou outros defeitos.

O fluxo não é uniforme no céu pois, nos limites de magnitude correspondentes a  $SR=10$  especificados pelos critérios de nível 1 ( $J=15.8$ ,  $H=15.1$  e  $K_s=14.3$  mag), a completeza está limitada pelo ruído de fundo. Nos níveis de fluxo mais fracos, a profundidade das medidas depende das condições atmosféricas durante a observação. O PSC é mais de 99% completo para  $J < 15.8$ ,  $H < 15.1$  e  $K_s < 14.3$  mag, exceto nas regiões de alta densidade de fontes (imagens superiores da figura 2.1)\*. Na parte mais afastada no plano Galáctico e do bojo, a densidade cai suavemente e para  $|l| < 90^\circ$  ela cai abruptamente devido ao ruído.

---

\*<http://www.ipac.caltech.edu/2mass/releases/allsky/doc/sec16b.html>

As imagens inferiores da figura 2.1 apresentam a densidade em uma magnitude mais fraca que os níveis de brilho com  $SR=10$ , característica do limite mais fraco do Catálogo. Pode-se observar variações de densidade devido aos mosaicos do *survey* geradas por variações na profundidade devido à transparência atmosférica, *seeing* e fundos emissivos. A região de incompleteza no plano Galáctico e no bojo também é maior nesse limites mais fracos de magnitude.

Pode-se estimar a completeza como função da magnitude a partir de milhares de observações repetidas dos campos de calibração do 2MASS e a partir das sobreposições dos mosaicos (20% do céu). Nas duas formas a completeza está mais fraca que os critérios de nível 1. Os limites de magnitude para completeza dos dados de toda a base de dados em 99% é de 16.1 para J, 15.5 para H e 15.1 para  $K_s$ . Só que os critérios de nível 1 são aplicados para o PSC, e não para toda a base de dados. Assim, a completeza de 99% para os dados do catálogo correspondem às magnitudes 15.8 para J, 15.1 para H e 14.3 para  $K_s$ . A figura 2.2<sup>†</sup> mostra a completeza para as fontes do PSC em cada uma das bandas. Como a completeza cai abruptamente em pontos diferentes para cada banda, o limite é tomado como 0.3 mag mais brilhante que esse valor.

A incerteza fotométrica é dada pela medida de três erros: do algoritmo da fotometria; da combinação de calibração, do *flat field* e da incerteza fotométrica da normalização; da razão sinal-ruído. As fontes de incertezas podem ser (i) defeitos não considerados de estrelas brilhantes (halos de luz espalhada, difração, imagens latentes e outras fontes espúrias); (ii) rastros de meteoros e outros defeitos de imagem; (iii) pixels quentes (comportamentos duplos entre ruído normal e sinal alto intermitente); (iv) objetos do sistema solar (asteróides, cometas, planetas e satélites planetários com posições não acompanhadas); e (v) problemas do observatório.

---

<sup>†</sup>[http://www.ipac.caltech.edu/2mass/releases/allsky/doc/sec6\\_11.html](http://www.ipac.caltech.edu/2mass/releases/allsky/doc/sec6_11.html)

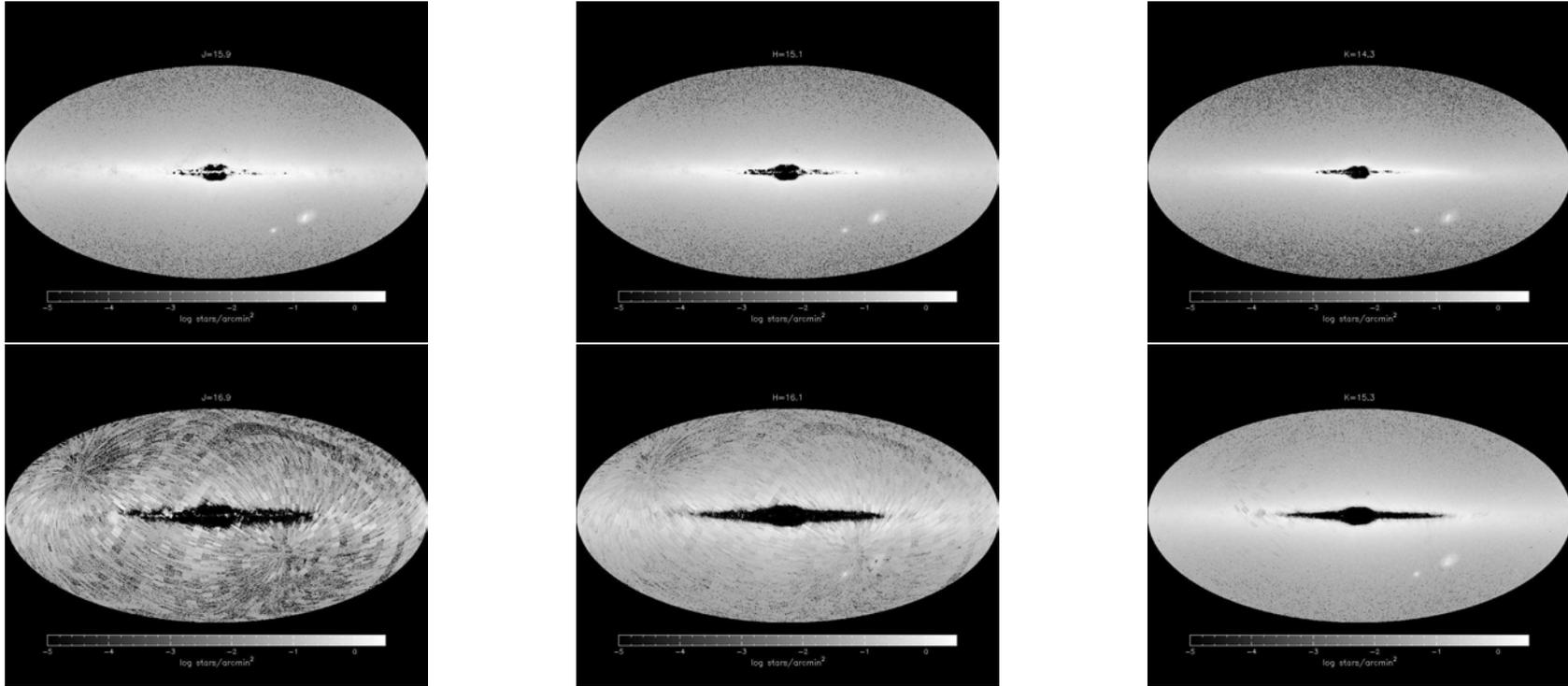


Figura 2.1: Imagens retiradas da página do 2MASS que mostram a variação da densidade de fontes em bins de 0.2 mag nos níveis de brilho das bandas J, H e K<sub>s</sub> nos limites de SR=10 (superiores) e uma magnitude mais fraca (inferiores), ou seja, J = 16.8, H = 16.1 e K<sub>s</sub> = 15.3 .

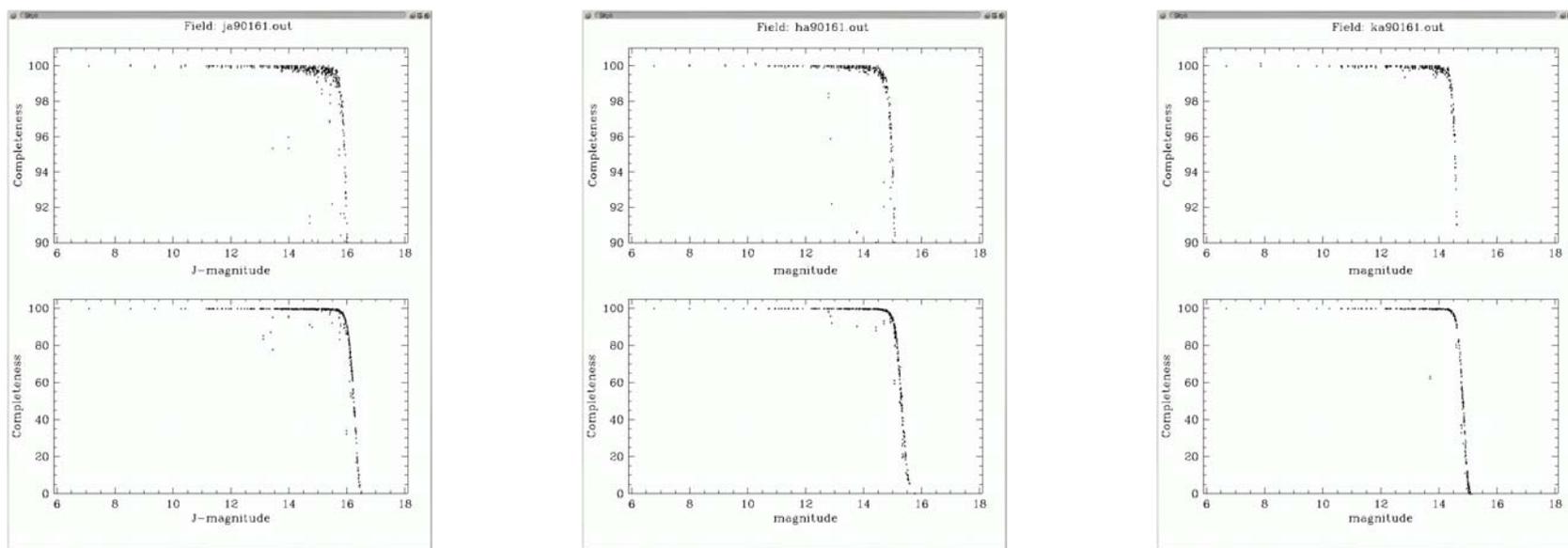


Figura 2.2: Imagens retiradas da página do 2MASS mostram a curva da completeza em função da magnitude para as bandas J, H e K<sub>s</sub>.

Os dados do PSC têm sido utilizados em vários estudos sobre aglomerados abertos (e.g. Bica et al. 2006, Bonatto & Bica 2007a), mas ainda há muitos aglomerados abertos a serem estudados de forma sistemática. A partir dos dados do 2MASS pôde-se mostrar que há centenas de aglomerados infravermelhos não identificados antes (Dutra et al. 2003, Bica et al. 2003). Outros aglomerados (WEBDA, DAML02) têm parâmetros físicos determinados apenas no óptico, ou mesmo ainda não foram obtidos. Recentemente, Froebrich et al. (2007) (FSR) realizaram uma busca sistemática e análise estrutural de aglomerados estelares Galácticos, baseados em mapas de densidade estelar determinados no 2MASS para tentar obter uma amostra completa de aglomerados estelares em todo o Plano Galáctico ( $|b| < 20^\circ$ ). No total de 1788 candidatos a aglomerados, existem 86 aglomerados globulares e 681 aglomerados abertos conhecidos previamente. Os 1021 objetos restantes são novos candidatos a aglomerados estelares. Conclui-se, portanto, que é necessária uma análise extensiva de propriedades inferidas a partir da fotometria 2MASS, levando a catálogos de aglomerados no infravermelho complementares aos ópticos.

## 2.2 A Amostra de Aglomerados Abertos

Usamos os dados do PSC para estudar uma amostra de nove aglomerados abertos: NGC 744, NGC 1245, NGC 1342, NGC 1502, NGC 2192, NGC 2204, NGC 2243, NGC 2281 e NGC 6709.

Considerando que nosso objetivo é analisar os resultados da fotometria no infravermelho usando o método clássico de ajuste visual de isócronas e o método estatístico, é importante podermos comparar nossos resultados com os da literatura. Portanto selecionamos aglomerados presentes no WEBDA e/ou no DAML02. Também

Aglomerado	$l$ (°)	$b$ (°)	$\alpha$ (h:m:s)	$\delta$ (°:':")	D (')	d (')	WEBDA	DAML02	K	P
NGC 6709	42.12	4.71	18:51:13.1	10:18:30	12	9	x	x	x	
NGC 744	132.42	-6.15	01:58:44.5	55:28:05	11	11	x		x	x
NGC 1502	143.67	7.66	04:07:48.9	62:19:57	10	7	x	x	x	
NGC 1245	146.66	-8.93	03:14:52.4	47:13:50	11	9	x	x		x
NGC 1342	154.96	-15.34	03:31:40.0	37:22:26	18	15	x	x	x	
NGC 2192	173.41	10.63	06:15:18.5	39:50:40	7	7	x	x		x
NGC 2281	174.90	16.89	06:48:21.0	41:04:55	16	16	x	x		x
NGC 2204	226.01	-16.09	06:15:31.2	-18:40:15	13	13	x	x		
NGC 2243	239.48	-18.01	06:29:35.0	-31:17:11	7	6	x	x		

Tabela 2.1: Coordenadas Galácticas e equatoriais, diâmetros maior e menor, ocorrência nos catálogos WEBDA e DAML02, nos trabalhos de Kharchenko et al. (2005) e Paunzen & Netopil (2006).

pretendemos ter aglomerados abertos em comum com os aglomerados padrões de Paunzen & Netopil (2006) e com os da amostra de Kharchenko et al. (2005).

Esses aglomerados estão projetados em diferentes direções Galácticas (tabela 2.1) e possuem determinações anteriores de idade e/ou outros parâmetros astrofísicos (metalicidade, módulo de distância e avermelhamento). Espera-se que os intervalos nas coordenadas Galácticas impliquem em diferentes contaminações de fundo e avermelhamento. As coordenadas e os diâmetros maior (D) e menor (d) dos aglomerados apresentados na tabela 2.1 foram obtidas por E. Bica (comunicação privada) a partir de imagens do DSS e XDSS, sendo algumas coordenadas equatoriais reajustadas de forma a encontrar o pico máximo de densidade estelar superficial Bonatto & Bica (2009c).

Com relação às suas localizações, pode-se ver na tabela 2.1 e na figura 2.3 que todos os aglomerados possuem latitudes  $|b| < 20^\circ$ , ou seja, encontram-se projetados fora da região em que a completeza do PSC é maior que 99% (seção 2.1.1).

Quatro deles (NGC 744, NGC 1245, NGC 1502 e NGC 6709) estão projetados dentro do plano Galáctico ( $|b| < 10^\circ$ ), o que amplifica os efeitos de avermelhamento e contaminação de campo. Bonatto & Bica (2007a) e Bonatto & Bica (2007b) mostram

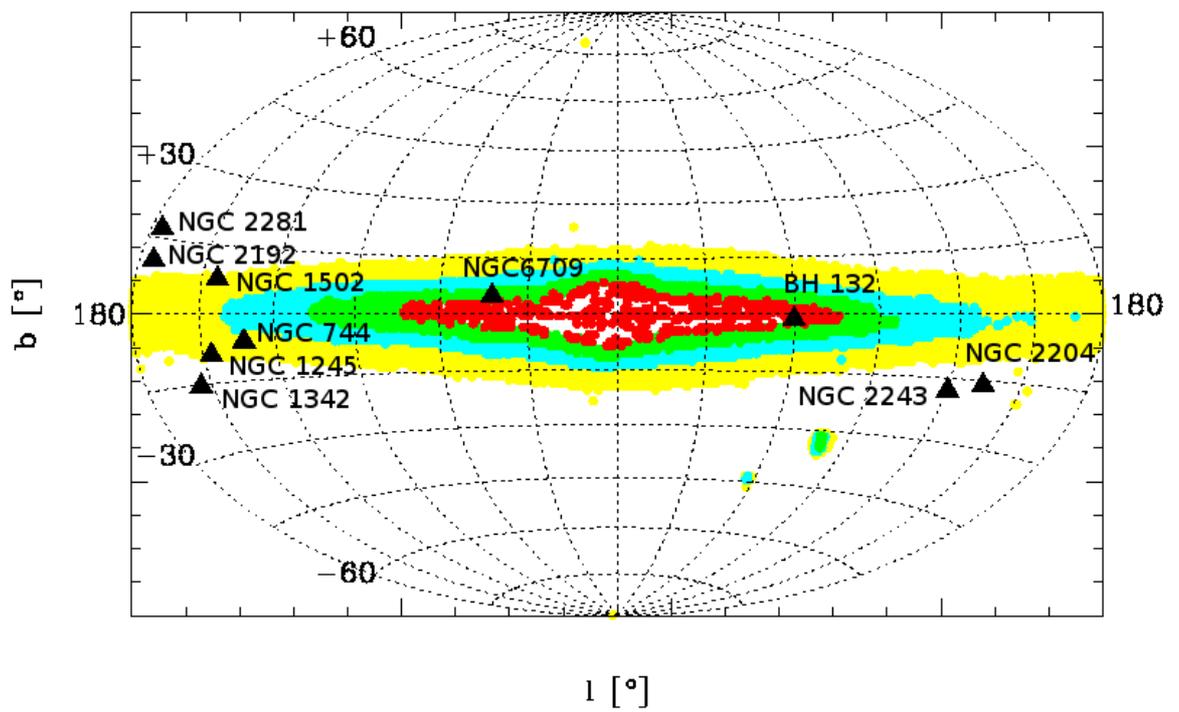


Figura 2.3: Ilustração das posições projetadas dos aglomerados da amostra na Galáxia. As cores indicam densidades de estrelas do 2MASS.

que, se não houver outro aglomerado populoso no campo e nem grandes absorções diferenciais, a extração de dados em grandes áreas pode levar à estatística necessária, em termos de magnitude e cores, para uma descontaminação de campo eficiente. Além disso, para garantir uma boa fotometria, devem-se realizar extrações do 2MASS de estrelas com brilhos maiores que os limitados pelos critérios de nível 1 do PSC (seção 2.1.1) -  $J < 15.8$ ,  $H < 15.1$  e  $K_s < 14.3$  mag - e com incertezas menores que 0.2 mag nas bandas do catálogo (ver capítulo 3).

NGC 6709 está projetado no 1° quadrante, embora não esteja na direção do centro Galáctico ( $|\Delta l| < 20^\circ$ ). Essa latitude, associada à longitude desse aglomerado, sugere que ele constitui-se no caso mais problemático da amostra, pois os níveis de fundo do céu impedem a detecção das estrelas mais fracas e de suas partes externas fazendo, por exemplo, com que os raios fiquem subestimados (incompleteza da amostra).

Bonatto & Bica (2007b) estudaram seis aglomerados centrais e mostraram a importância da descontaminação para obter seus parâmetros estruturais. Além disso verificaram os efeitos de aceleração por causa de marés nos tamanhos reduzidos desses aglomerados. Bonatto & Bica (2007a) e Bica et al. (2008a) também analisaram três candidatos a aglomerados abertos da amostra de FSR (Froeblich et al., 2007) nas mesmas condições de localização dentro do disco Galáctico e verificaram a aceleração de sua evolução dinâmica. Esses estudos são importantes para estabelecer a fração de aglomerados na parte central da Galáxia, fornecendo dados para estudos do disco Galáctico e dando elementos para os modelos sobre evolução e fragmentação de aglomerados, além de modelos sobre formação e evolução estelar. Outra aplicação do estudo de aglomerados em regiões densas é a identificação da origem da escassez de aglomerados abertos dentro do círculo solar. A escassez pode dever-se à

limitação observacional nesses campos ou às taxas de dissoluções de marés causadas pela proximidade do bojo e/ou colisões com nuvens moleculares.

Os outros aglomerados da amostra encontram-se projetados nos 2° e 3° quadrantes, com  $130^\circ < l < 240^\circ$ . Desses, NGC 2192 e NGC 2281 estão na direção do anticentro Galáctico ( $160^\circ < l < 200^\circ$ ). Aglomerados com essas longitudes são, em geral, mais estudados e, portanto, são úteis para a realização de comparações de soluções que usam dados de diferentes regiões espectrais e/ou diferentes metodologias. Bonatto & Bica (2008) estudaram 28 candidatos a aglomerados abertos FSR do anticentro Galáctico e verificaram que 15 deles apresentavam CMDs com morfologias do tipo dos aglomerados abertos e RDPs coerentes com o perfil de King. Desses, sete já estavam catalogados e dois haviam sido identificados como aglomerados abertos em estudo anterior (Koposov et al., 2008).

Nosso estudo também envolve a comparação dos resultados dos ajustes realizados com os dados da literatura e dos catálogos WEBDA (Mermilliod & Paunzen, 2003) e DAML02 (Dias et al., 2002), já citados no capítulo 1. A tabela 2.1 indica a presença dos aglomerados nesses catálogos, na lista de aglomerados padrões de Paunzen & Netopil (2006) e no conjunto de aglomerados estudados por Kharchenko et al. (2005). Apresentaremos a seguir uma pequena revisão dos trabalhos anteriores para cada aglomerado da amostra e os resultados obtidos por esses estudos serão comparados com os nossos no capítulo 3.

## 2.3 NGC 1245

NGC 1245 (figura 2.4)<sup>‡</sup> possui estudos fotométricos usando desde chapas fotográficas (Hoag et al. 1961 e Chincarini 1964) até CCDs (Carraro & Patat 1994, Wee & Lee

---

<sup>‡</sup>Imagem retirada da página do Leicester Database and Archive Service - LEDAS: <http://ledas-www.star.le.ac.uk/DSSimage/>

1996, Subramaniam 2003 and Burke et al. 2004). Hoag et al. (1961) mostrou que o aglomerado parecia apresentar falta de estrelas no centro. Carraro & Patat (1994) mantiveram a metalicidade  $[Fe/H] = +0.14$  do Lund Catalogue of Open Cluster Data (Lyngå 1988 e Lyngå 1995) <sup>§</sup> e obtiveram o módulo de distância e a idade. Wee & Lee (1996) mostraram que o aglomerado não era tão rico em metal obtendo  $[Fe/H] = -0.04 \pm 0.05$  atribuindo a diferença a problemas de calibração nos estudos anteriores. Subramaniam (2003) refez a fotometria obtendo novos valores para os parâmetros astrofísicos de NGC 1245:  $E(B-V) = 0.29 \pm 0.05$  mag,  $(m-M)_0 = 12.4 \pm 0.3$  mag,  $D = 3$  kpc,  $\tau = 890 \pm 100$  Myr (por ajuste de isócronas) e 1 Gyr (por CMD sintético). Ele é um aglomerado velho em posição favorável para manter sua estrutura morfológica.

Considerando que NGC 1245 é um aglomerado rico e facilmente observável, ele foi escolhido como o primeiro alvo para o projeto *Transiting Extrasolar Planets in Stellar Systems - STEPSS* (Burke et al., 2003). Na busca por planetas extrasolares, Burke et al. (2004) refizeram as determinações dos parâmetros fundamentais e também estruturais desse aglomerado. Ele também é um dos três aglomerados do conjunto de 72 aglomerados padrões proposto por Paunzen & Netopil (2006) com maior número de determinações independentes: nove de distância e dez de avermelhamento e idade.

## 2.4 NGC 1342

NGC 1342 (figura 2.5) também foi estudado por Hoag et al. (1961), através de placas fotográficas, depois, por fotometria fotoelétrica (Peña et al., 1994) e, então, por fotometria CCD (Sarajedini et al. 1995 e Kharchenko et al. 2005). Peña et al. (1994)

---

<sup>§</sup><http://cdsarc.u-strasbg.fr/viz-bin/Cat?VII/92A>

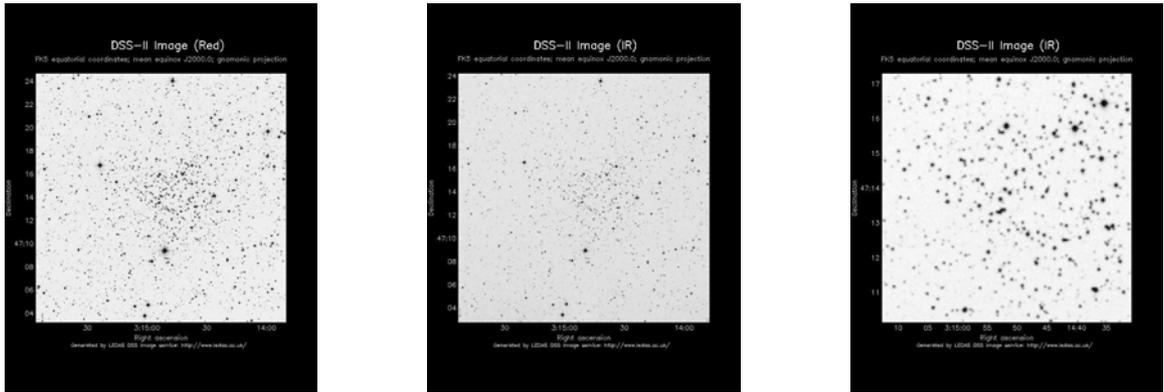


Figura 2.4: Imagens DSS  $15' \times 15'$  no óptico (esquerda), no IR (meio) e  $5' \times 5'$  no IR (direita) para NGC 1245.

citam um grande número de estrelas jovens e estrelas *early-type* (estrelas massivas e brilhantes que chegam primeiro à ZAMS) detectadas por Hoag et al. (1961) e confirmadas por Burki (1975). Assim os autores propõem um estudo que resolva as discrepâncias entre as várias determinações de distância (Alter et al., 1970). A distância e o avermelhamento foram determinados pela média dos respectivos valores encontrado para estrelas individuais e a idade a partir da temperatura inferida para essas estrelas.

Mais recentemente, ao realizar um estudo homogêneo de aglomerados abertos fixando a distância encontrada na literatura e a metalicidade no valor solar, Kharchenko et al. (2005) obtiveram os parâmetros fundamentais para NGC 1342. Já Tas et al. (2009), ao estudar estrelas *blue stragglers* em aglomerados abertos, antes também identificadas por Ahumada & Lapasset (1995) e Ahumada & Lapasset (2007), estimaram um valor médio para o seu avermelhamento.

## 2.5 NGC 2281

NGC 2281 (figura 2.6) é outro aglomerado presente na amostra de Kharchenko et al. (2005) e na lista de aglomerados padrões de Paunzen & Netopil (2006), com quatro

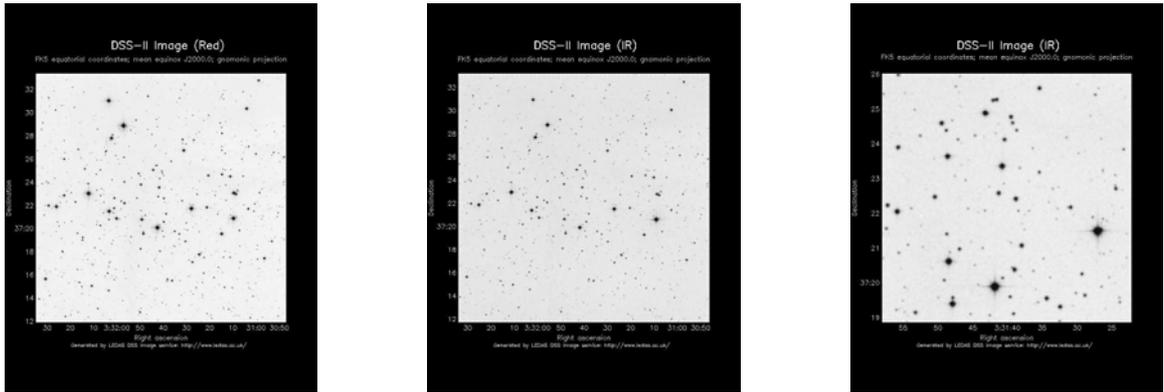


Figura 2.5: O mesmo da figura 2.4 para NGC 1342.

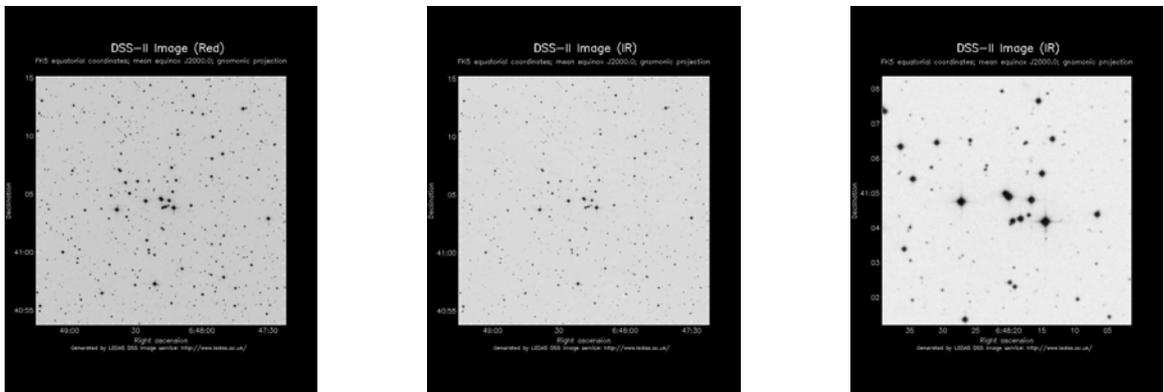


Figura 2.6: O mesmo da figura 2.4 para NGC 2281.

determinações de distância e seis de avermelhamento e idade. Sua posição privilegiada e sua idade intermediária o tornam um aglomerado fácil de observar. Entretanto, não há muitos estudos fotométricos desse aglomerado. Os trabalhos sobre ele concentram-se em estudos de suas estrelas, desde análises fotográficas de movimentos próprios (Vasilevskis & Balz, 1959), passando por determinações espectroscópicas (valores médios) de seus parâmetros (Glaspey, 1987), até estudos de *blue stragglers* (Burki 1975 e Ahumada & Lapasset 2007).

## 2.6 NGC 1502

NGC 1502 (figura 2.7) é o aglomerado mais jovem da amostra e vários estudos fotométricos têm sido realizados desde Purgathofer (1961), tendo suas determinações de idade ( $\log t$ ) variado entre 6.7 e 7.0. Esse aglomerado jovem, de pequenas dimensões e localizado no plano Galáctico teve seus parâmetros determinados no estudo de Kharchenko et al. (2005). Paunzen et al. (2005) incluíram NGC 1502 no grupo de seis aglomerados abertos jovens que possuem estrelas na PMS ao procurar estrelas magnéticas quimicamente peculiares na parte superior da MS. Nesse estudo eles também determinaram os parâmetros de NGC 1502 e identificaram uma estrela peculiar no aglomerado.

Mais recentemente Straižys & Laugalys (2008) estudaram estrelas jovens nas nuvens moleculares e de poeira em Camelopardalis. Eles consideraram NGC 1502 como um dos aglomerados que fazem parte da associação Cam OB1, já que Tapia et al. (1991) haviam mostrado que ele contém 17 estrelas BO-B3. Tanto o aglomerado como a associação estão localizados em distâncias Galactocêntricas similares. Por fim, Hohle et al. (2009), ao iniciar uma estratégia de busca por estrelas de nêutrons próximas em aglomerados Galácticos, e que podem vir a ser progenitoras de supernovas, realizaram fotometria multicolor de estrelas de NGC 1502 para estimar seus tipos espectrais, suas absorções e suas massas. Eles também utilizaram espectroscopia óptica das duas componentes mais brilhantes desse aglomerado confirmando que são sistemas múltiplos. Ao determinar as massas a partir das luminosidades, Hohle et al. (2009) usaram determinações de distância de Lorenz et al. (1998), citando ainda outras determinações (do Catálogo Hipparcos<sup>¶</sup> - Perryman et al. 1997 - e de Chambliss 1992).

---

<sup>¶</sup><http://www.rssd.esa.int/index.php?project=HIPPARCOS>

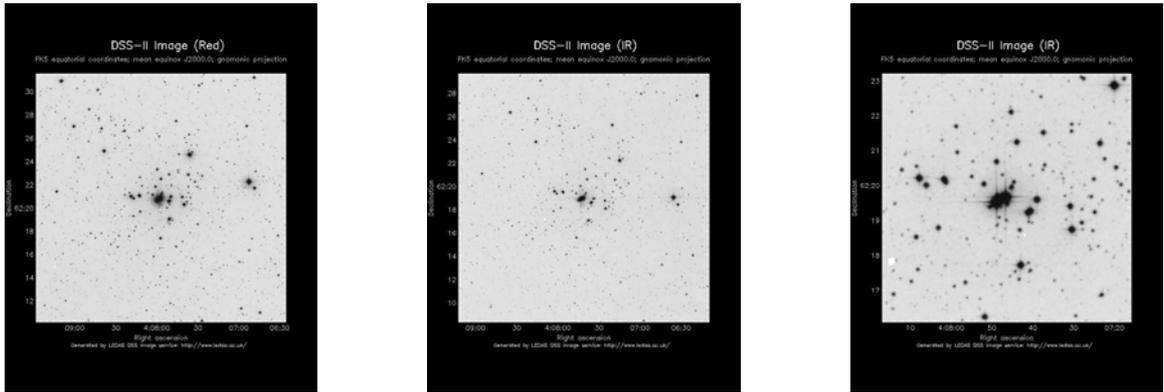


Figura 2.7: O mesmo da figura 2.4 para NGC 1502.

## 2.7 NGC 744 e NGC 6709

NGC 744 (figura 2.8) é outro aglomerado de idade intermediária estudado por Hoag et al. (1961) e que está na lista de aglomerados padrões de Paunzen & Netopil (2006). Embora seja pouco estudado (três determinações independentes de distância e cinco de avermelhamento e idade), também é um membro do conjunto de aglomerados estudados por Kharchenko et al. (2005).

NGC 6709 (figura 2.9) também consta na lista de Kharchenko et al. (2005) mas não é considerado como aglomerado padrão por Paunzen & Netopil (2006), provavelmente devido à sua posição desfavorável (dentro do disco Galáctico e no primeiro quadrante). Estudos espectroscópios anteriores mostraram que ele possui duas estrelas Be (Schild & Romanishin, 1976). Posteriormente, Sowell (1987) mostrou, através de análises de velocidade radial, que tais estrelas não são membros desse aglomerado. O primeiro estudo fotométrico usando CCD foi realizado por Subramaniam & Sagar (1999), que evidenciou uma falha (*gap*) na MS de origem desconhecida. Em 2005, seus parâmetros foram determinados por Kharchenko et al. (2005).

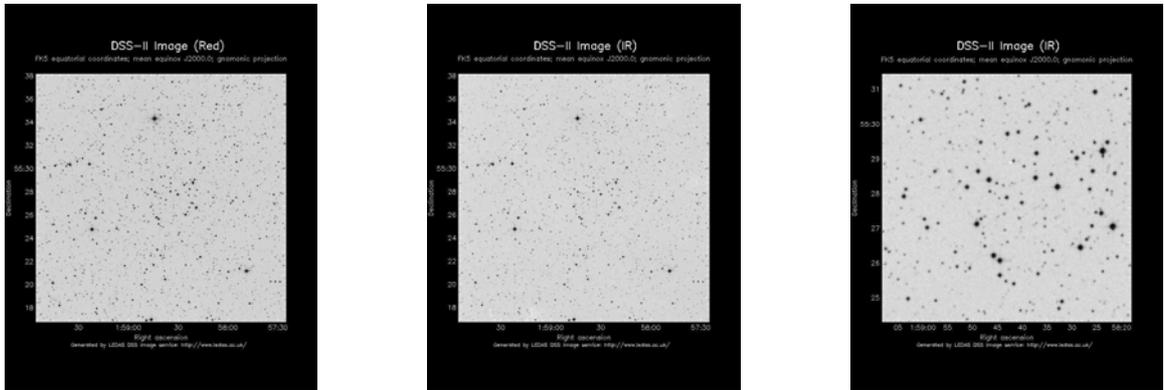


Figura 2.8: O mesmo da figura 2.4 para NGC 744.

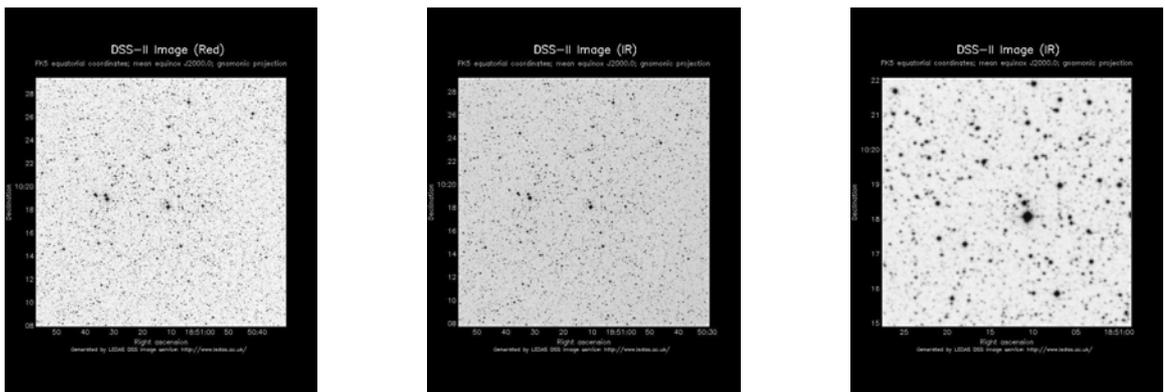


Figura 2.9: O mesmo da figura 2.4 para NGC 6709.

## 2.8 NGC 2192, NGC 2204 e NGC 2243

Os aglomerados NGC 2192, NGC 2204 e NGC 2243 constituem-se nos aglomerados mais velhos da amostra, apresentando similaridades e diferenças entre si.

NGC 2192 (figura 2.10) está numa posição próxima à do aglomerado NGC 2281 e foi primeiramente estudado através de fotometria CCD por Park & Lee (1999). Ele é outro aglomerado aberto padrão de Paunzen & Netopil (2006) com quatro determinações independentes de parâmetros. Também recebeu o status de referência ao ser selecionado para o estudo fotométrico de uma amostra heterogênea de 42 aglomerados abertos com obtenção de parâmetros estruturais e fundamentais, realizado por Maciejewski & Niedzielski (2007). Tapia et al. (2010) selecionaram-no no estudo inicial de aglomerados abertos que permitirá avaliar as técnicas observacionais e os métodos de redução e análise visando um estudo mais amplo de mais de 300 aglomerados abertos.

Salaris et al. (2004) realizaram um estudo de 71 aglomerados abertos velhos, entre os quais encontram-se os três de nossa amostra, NGC 2192, NGC 2204 e NGC 2243. Inicialmente selecionaram dez aglomerados a serem usados como calibradores do indicador morfológico de idade a ser obtido para os demais aglomerados. Para isso usaram suas próprias isócronas para ajustar as MS desses aglomerados de referência. Entre os dez aglomerados está NGC 2204.

NGC 2204 (figura 2.11) havia sido estudado por fotometria fotoelétrica por Hawarden (1976). Posteriormente, usando fotometria CCD, estimativas de avermelhamento variaram de 0.07 (Mermilliod & Mayor, 2007) a 0.13 (Kassis et al., 1997), enquanto que as determinações de idade variaram entre 0.78 Gyr (Chen et al., 2003) e 2.5 Gyr (Frogel & Twarog, 1983). Várias medidas de  $[Fe/H]$  levaram a valores entre -0.47 (Hou et al., 2002) e -0.32 (Krusberg & Chaboyer, 2006), confirmando que

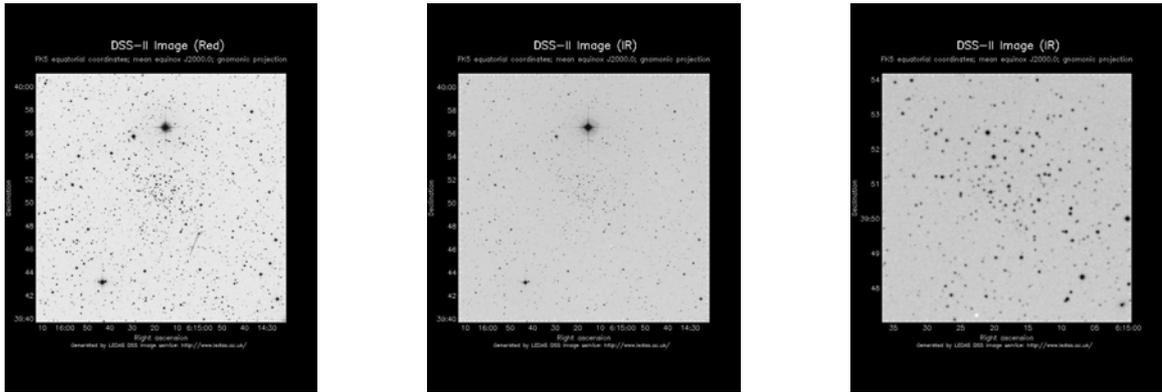


Figura 2.10: O mesmo da figura 2.4 para NGC 2192.

esse aglomerado é pobre em metais. Além de determinações de parâmetros físicos, há determinações de velocidades radiais (Mermilliod & Mayor, 2007) e buscas por estrelas variáveis (Rozyczka et al., 2007) para esse aglomerado.

NGC 2243 (figura 2.12) é o aglomerado mais velho da amostra e, como NGC 2192, foi estudado por Salaris et al. (2004) usando os parâmetros de NGC 2204 como calibradores. Além disso, também é o aglomerado mais velho na amostra da série de estudos de aglomerados abertos velhos desenvolvidos por Anthony-Twarog et al. (2005).

Como resultado geral do estudo de Salaris et al. (2004), não foi encontrado nenhuma relação significativa entre idade e metalicidade. Por outro lado, a distribuição de idade mostra um desvio significativo em  $2\sigma$  da redução exponencial da taxa de dissolução com escala de tempo de 2.5 Gyr. Essa distribuição de idade não apresenta nenhuma relação com a distância Galactocêntrica, mas aglomerados com distâncias maiores do plano Galáctico têm um excesso de objetos entre 2 e 6 Gyr.

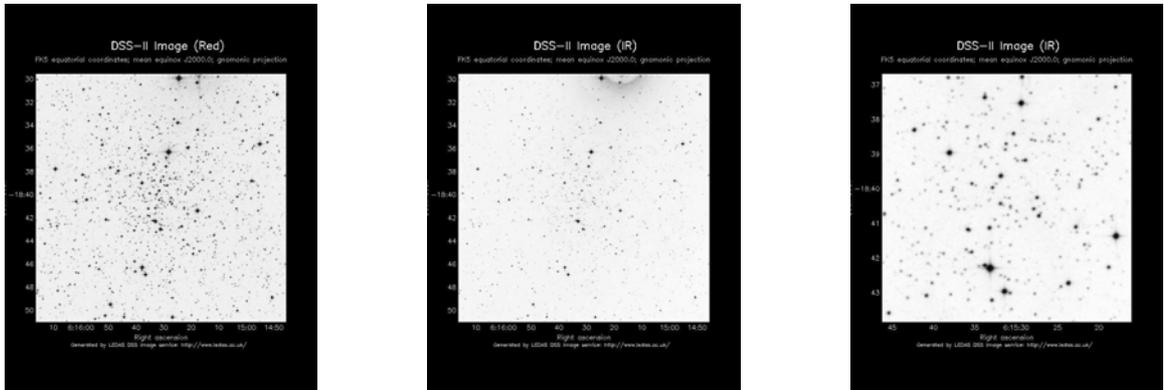


Figura 2.11: O mesmo da figura 2.4 para NGC 2204.

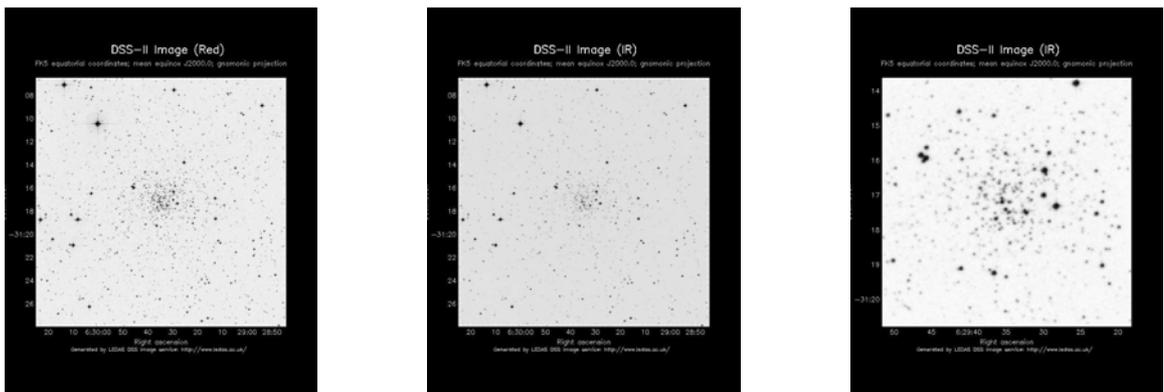


Figura 2.12: O mesmo da figura 2.4 para NGC 2243.

## Capítulo 3

# Ajuste Clássico

Este capítulo trata do ajuste fotométrico clássico inicialmente realizado, ou seja, no qual o pesquisador ajusta visualmente a isócrona ao CMD observado. Seguimos, portanto, a sequência: (i) obtenção do perfil de densidade radial e determinação do raio de corte para estudo; (ii) ajuste de isócronas ao diagrama cor-magnitude; e (iii) obtenção dos parâmetros físicos (idade, metalicidade, avermelhamento e distância). Esses passos serão apresentados a seguir.

### 3.1 Parâmetros Estruturais pelo Perfil de Densidade Radial

Como foi colocado no capítulo 2, nossa amostra não engloba aglomerados que atendem os critérios de nível 1 do PSC (seção 2.1.1). Por isso realizamos grandes extrações, selecionando as estrelas com magnitudes menores que as limitadas pelos critérios de nível 1 ( $J < 15.8$ ,  $H < 15.1$  e  $K_s < 14.3$  mag), e com incertezas menores que 0.2 mag nas bandas do PSC (Bonatto & Bica, 2008). Assim, os dados foram extraídos dentro de um raio  $R_{extr}$  apresentado na tabela 3.1, em geral de 60'.

Utilizamos o perfil de densidade estelar radial (RDP) para delimitarmos as regiões centrais em que consideramos haver predomínio de estrelas do aglomerado com relação às estrelas do campo no qual ele está projetado. Assim definimos essa região populosa adequada que realça as sequências do CMD selecionando estrelas dentro de um raio de corte  $R_{corte}$ .

As densidades superficiais estelares  $\sigma$  foram calculadas contando o número de estrelas  $N_i$  em anéis concêntricos de espessura  $R_{bin}$  e área  $A_i$ . Os anéis cobrem a região entre o centro do aglomerado e o raio de extração dos dados (ver tabela 3.1). A espessura  $R_{bin}$  reduzida permite a obtenção de mais informação sobre o comportamento da densidade de estrelas, especialmente na parte central do aglomerado. A densidade estelar do  $i$ -ésimo anel é, portanto, dada por:

$$\sigma_i = \frac{N_i}{A_i} = \frac{N_i}{(\pi R_{externo,i}^2 - \pi R_{interno,i}^2)}$$

onde  $R_{externo,i}$  é o raio maior do anel e  $R_{interno,i}$  é o raio interno do anel. As incertezas foram obtidas pela distribuição de Poisson:

$$\epsilon_i = \frac{\sqrt{N_i}}{A_i}$$

onde  $N_i$  é o número de estrelas e  $A_i$  é a área desse anel.

A determinação da densidade estelar radial do campo, onde está localizado cada aglomerado da amostra, foi realizada a partir da contagem das estrelas projetadas entre dois raios: o raio interno no campo  $R_{in}$ , cerca de duas vezes o diâmetro estimado (tabela 2.1), e o raio de extração  $R_{extr}$ , definido acima.

A partir dos perfis, determinamos o raio de corte  $R_{corte}$ , no qual a densidade é cerca de 25% da densidade central, acima da densidade do campo. Os CMDs foram construídos a partir dos dados das estrelas  $N_\star$  que estavam dentro de  $R_{corte}$ . Os

Cluster (1)	D(′) (2)	R <sub>in</sub> (′) (3)	R <sub>extr</sub> (′) (4)	R <sub>bin</sub> (′) (5)	R <sub>corte</sub> (′) (6)	N <sub>★</sub> (7)
NGC 744	11	20	60	3	5	435
NGC 1245	11	20	60	1	5	573
NGC 1342	18	35	60	3	10	727
NGC 1502	10	20	60	1	5	545
NGC 2192	7	15	60	1	4	246
NGC 2204	13	25	60	1	6	392
NGC 2243	7	15	60	1	3	209
NGC 2281	16	30	60	1	8	377
NGC 6709	12	25	50	3	10	3593

Tabela 3.1: Colunas (1) diâmetro angular, (2) raio interno do campo de comparação, (3) raio de extração, (4) espessura do anel, (5) raio de corte, e (6) número correspondente de estrelas.

valores de  $R_{extr}$ ,  $R_{bin}$ ,  $R_{in}$ ,  $R_{corte}$  e o correspondente  $N_{★}$  para cada aglomerado da amostra estão apresentados na tabela 3.1.

Os RDPs também podem fornecer parâmetros estruturais dos aglomerados (Bonatto & Bica, 2005) a partir do ajuste de curvas previstas por modelos teóricos, como os de King (King 1962 e King 1966b): o raio do núcleo  $R_c$  e o raio de maré  $R_t$ .  $R_c$  é a distância do centro do aglomerado na qual a luminosidade aparente cai à metade, nela há maior concentração de estrelas de alta massa devido à segregação de massa (ver seção 1.1.2).  $R_t$  é o raio em que as forças de maré Galácticas preponderam sobre as estrelas com relação à gravidade do próprio aglomerado. Também podemos estimar visualmente o raio a partir do qual a densidade do aglomerado não se distingue da densidade do campo. Kharchenko et al. (2005) chamam esse raio de raio da coroa ou raio real  $R_{cluster}$ , enquanto Bonatto & Bica (2009c) chamam-no de raio RDP, ou  $R_{RDP}$ . Adotamos a última nomenclatura.

Usamos em nosso estudo as formulações de dois (2-P) e de três parâmetros (3-P) do modelo de King (1962), que apresenta a função de distribuição estelar radial  $\sigma(R)$  pelas equação 3.1 e 3.2, respectivamente:

$$\sigma = \frac{\sigma_o}{1 + \left(\frac{R}{R_c}\right)^2} + \sigma_c \quad (3.1)$$

$$\sigma(R) = \sigma_o \left[ \frac{1}{\sqrt{1 + \left(\frac{R}{R_c}\right)^2}} - \frac{1}{\sqrt{1 + \left(\frac{R_t}{R_c}\right)^2}} \right]^2 + \sigma_c \quad (3.2)$$

onde  $\sigma$  é a densidade estelar radial projetada,  $\sigma_o$  é a densidade estelar central e  $\sigma_c$  é a densidade estelar do campo.

A formulação 2-P é destinada a regiões centrais dos aglomerados. A equação desse modelo (equação 3.1) é derivada em King (1966a) e King (1966b).

Para ajustar os RDPs ao modelo de King, utilizamos um procedimento de ajuste não-linear por mínimos quadrados disponibilizado por John C. Pezzullo da Universidade de Georgetown \* no qual pesos desiguais são determinados a partir das incertezas padrões associadas com a variável dependente, no caso, a densidade radial estelar.

Os parâmetros de entrada foram os valores da densidade central e da densidade de campo visualizadas nos RDPs dos aglomerados. Estimamos o raio do núcleo como a metade do diâmetro estimado visualmente pela placas DSS, como colocado na tabela 2.1, e o raio de maré como uma ordem de grandeza maior que o raio do núcleo. A densidade de campo foi tomada como um parâmetro livre adicional, tendo o seu ajuste partido dos valores visualizados nos RDPs.

A tabela 3.2 apresenta os parâmetros ajustados para as duas fórmulas de King e os raios RDP obtidos visualmente. As figuras 3.1 a 3.5 mostram os RDPs dos aglomerados abertos da amostra com seus respectivos modelos de King, em escala linear e logarítmica. A escala linear possibilita visualizar melhor a distribuição, enquanto que a logarítmica mostra mais detalhes da parte central do aglomerado, região crítica e de interesse para a determinação dos parâmetros estruturais e físicos.

---

\*<http://statpages.org/nonlin.html>

Testamos, também, os ajustes mantendo as densidades de campo fixas. Iniciamos com a expressão 3-P, mais geral, e depois, se essa não ajustasse, com a expressão 2-P.

Verifica-se, ao comparar a tabela 3.2 (quando a densidade de campo foi tomada como parâmetro extra) com a tabela 3.3 (quando a densidade de campo foi fixada no valor encontrado ao construir o RDP), mudanças nos ajustes das expressões de King para os aglomerados da amostra.

Quando a densidade de campo foi mantida como um parâmetro livre, todos os RDPs dos aglomerados da amostra foram ajustados pelo modelo 2-P de King. Já a formulação 3-P pôde ser ajustada para NGC 1245, NGC 1342, NGC 2204 e NGC 2243. Nos casos de NGC 2192 e NGC 2281 os raios de marés tiveram incertezas proibitivas enquanto que os outros parâmetros foram consistentes com o ajuste da expressão simplificada. Provavelmente as altas incertezas de NGC 6709 e NGC 744 impediram o ajuste do modelo 3-P de King. Piskunov et al. (2007) e Piskunov et al. (2008) determinaram raios de maré para esses dois aglomerados, além de NGC 2281, que serão comparados no capítulo 6 aos nossos valores absolutos (em parsecs), resultantes da análise estrutural e usando as distâncias encontradas no capítulo 7 (tabela 4.3).

Ao fixar a densidade de campo, o modelo 3-P passou a ajustar para NGC 1502, e NGC 2281. Por outro lado, passou a não ajustar para NGC 1342 e gerou uma solução não física para o raio de maré de NGC 2243. As outras soluções foram similares às anteriormente obtidas, dentro de suas incertezas.

Como esperado pela sua posição Galáctica (tabela 2.1 e figura 2.3), NGC 6709 possui a maior densidade de campo (figura 3.5). Já entre os aglomerados com menor densidade de campo, estão aqueles com maior latitude e perto do anticentro Galáctico, NGC 2281 (figura 3.5), NGC 1342 (figura 3.2), NGC 2243 e NGC 2204 (figura 3.4).

Também verifica-se na amostra aglomerados com baixa latitude mas com baixa densidade central (NGC 744 - figura 3.1) assim como aglomerados com alta latitude mas com alta densidade central (NGC 2243 - figura 3.4). Essas características devem estar relacionadas mais com características evolutivas e não com as suas posições.

NGC 2281 apresenta um forte pico de densidade central acima da curva de King (figura 3.5) indicando que esse aglomerado velho seja pós-colapsado (Trager et al., 1995), similarmente a NGC 3960 (Bonatto & Bica, 2006), Teutsch 145 e Teutsch 146 (Bonatto & Bica, 2009a).

NGC 1245 e NGC 1342 apresentam alguns pontos que desviam do ajuste de King (figura 3.2) entre o núcleo e o halo (ver seção 1.1.2): em torno de 4' para o primeiro e de 9' para o segundo aglomerado. Tais características podem indicar que esses aglomerados encontram-se em estágios dinâmicos avançados (seção 1.1.2) quando o núcleo e o halo começam a se desconectar para gerar um remanescente (Pavani & Bica, 2007).

No caso do aglomerado jovem NGC 1502 (Paunzen et al., 2005), apesar das incertezas nos dados e no ajuste, o perfil apresenta uma densidade central acima do modelo ajustado, que cai bruscamente até o raio do núcleo ( $\approx 1.5'$ ) e depois diminui sempre com densidade maior que a do modelo. Essas características sugerem a existência de um núcleo colapsado cercado por um halo e o desvio pode estar relacionado a efeitos de expulsão do gás (Tutukov, 1978). Essas características são similares às de Bochum 1 (Bica et al., 2008b), um aglomerado fóssil dinamicamente evoluindo para um grupo ou associação OB por efeitos de formação estelar, da maré Galáctica ou da fragmentação da nuvem molecular, pois não espera-se que esses aglomerados jovens evoluam dinamicamente para esses estados em pequenas escalas de tempo.

Aglomerados abertos com perfis de baixa estatística, como NGC 744, NGC 1342 e NGC 6709, devem ser melhor estudados com dados mais profundos, como novos *surveys* fotométricos com a inclusão de partes fracas da MS.

## 3.2 Parâmetros Fundamentais pelo Ajuste das Isócronas

Usando os dados dentro da região definida por  $R_{\text{corte}}$  (tabela 3.1), obtivemos os CMDs para os aglomerados da amostra. O ajuste clássico de isócronas é feito pela superposição de diferentes isócronas de Pádova (Girardi et al., 2002) sobre o CMD do aglomerado. Consideramos como critérios de ajuste:

- a posição do *turn-off*;
- a posição do *clump* das gigantes vermelhas;
- a distribuição da MS.

Mantivemos constante a metalicidade no valor solar, a menos que não fosse possível qualquer ajuste com tal metalicidade. O ajuste foi feito usando intervalos de idade progressivamente menores até chegar ao melhor valor. Esse melhor ajuste fornecia simultaneamente os valores para o módulo de distância aparente ( $m-M$ ) e o excesso de cor  $E(J-H)$ .

Para a determinação da incerteza no avermelhamento ajustado, mantivemos o módulo de distância e a idade fixos nos valores encontrados, o seja, variamos apenas o deslocamento horizontal da isócrona. Quando a isócrona não ajustasse mais algum dos três critérios de ajuste acima citados, esse valor de avermelhamento gerava a incerteza desse parâmetro. O mesmo procedimento foi utilizado para o módulo de distância.

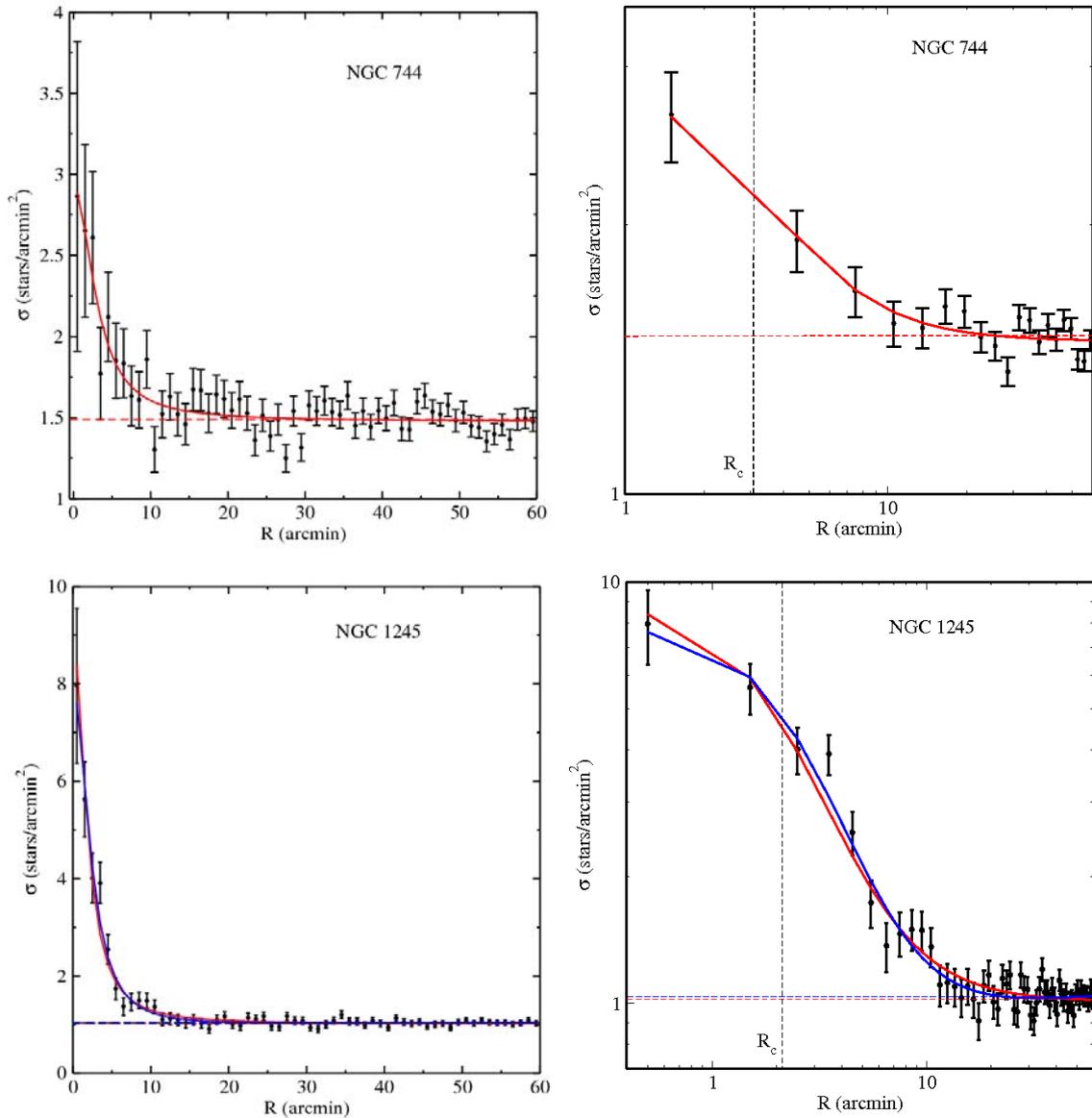


Figura 3.1: RDPs em escala linear (esquerda) e logarítmica (direita) com modelos de King ajustados para os aglomerados NGC 744 e NGC 1245. Círculos sólidos: pontos observados. Linha vermelha: ajuste do modelo 2-P de King. Linha azul: ajuste do modelo 3-P de King. Linha horizontal: densidade de campo encontradas pelos ajustes do modelo 2-P (vermelho) e 3-P (azul) de King. Linha vertical: raio do núcleo.

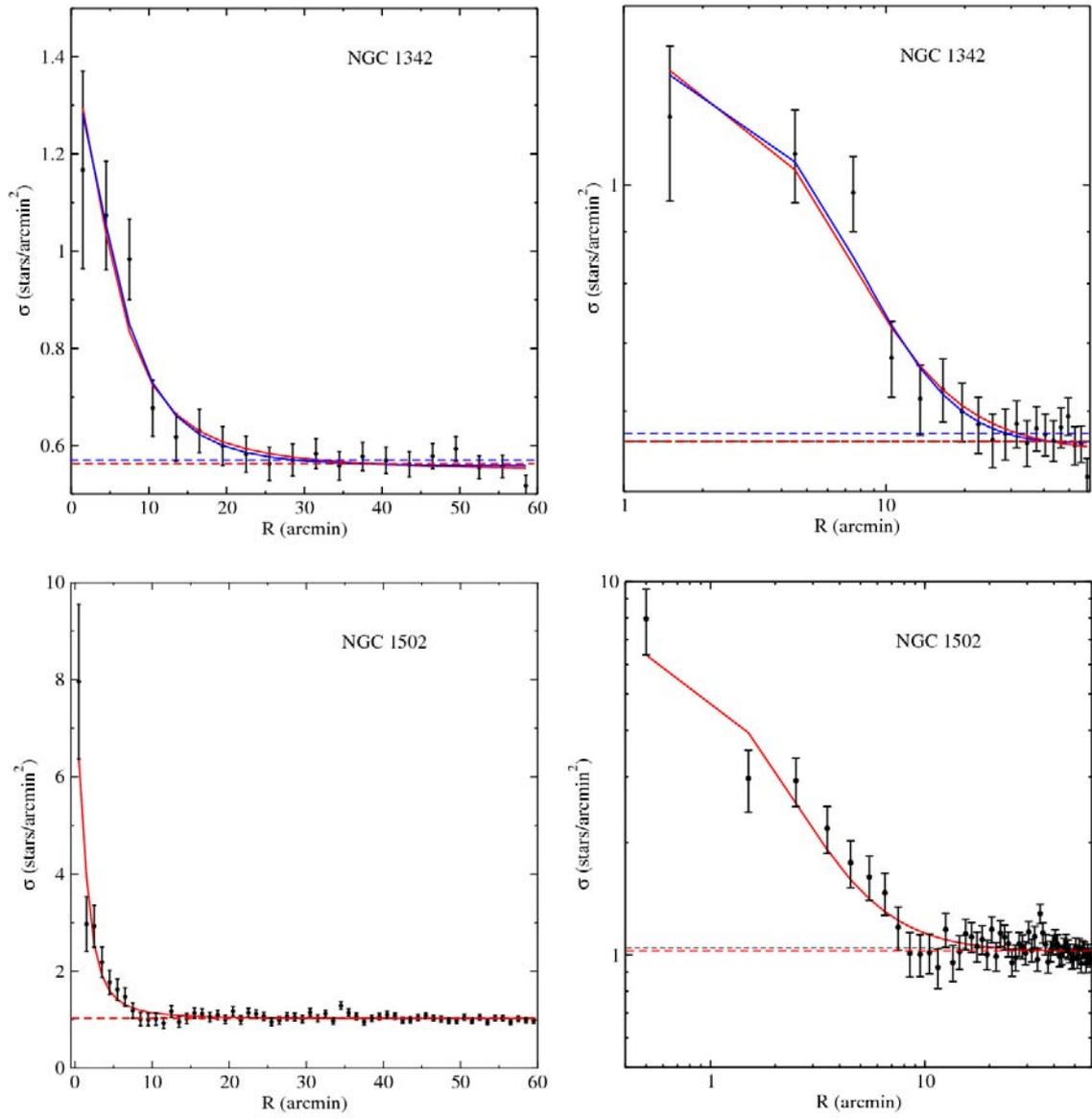


Figura 3.2: O mesmo da figura 3.1 para os aglomerados NGC 1342 e NGC 1502.

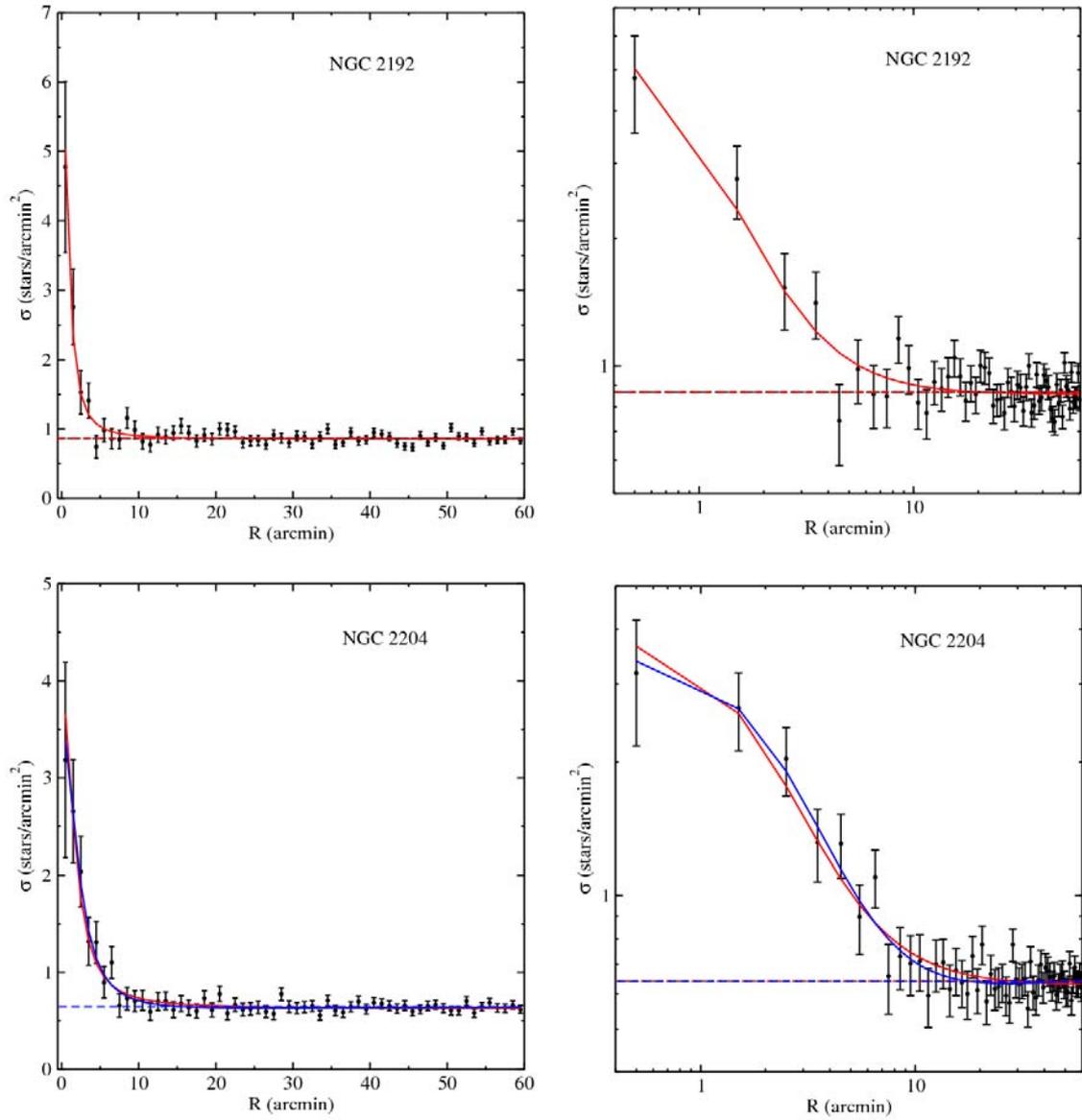


Figura 3.3: O mesmo da figura 3.1 para os aglomerados NGC 2192 e NGC 2204.

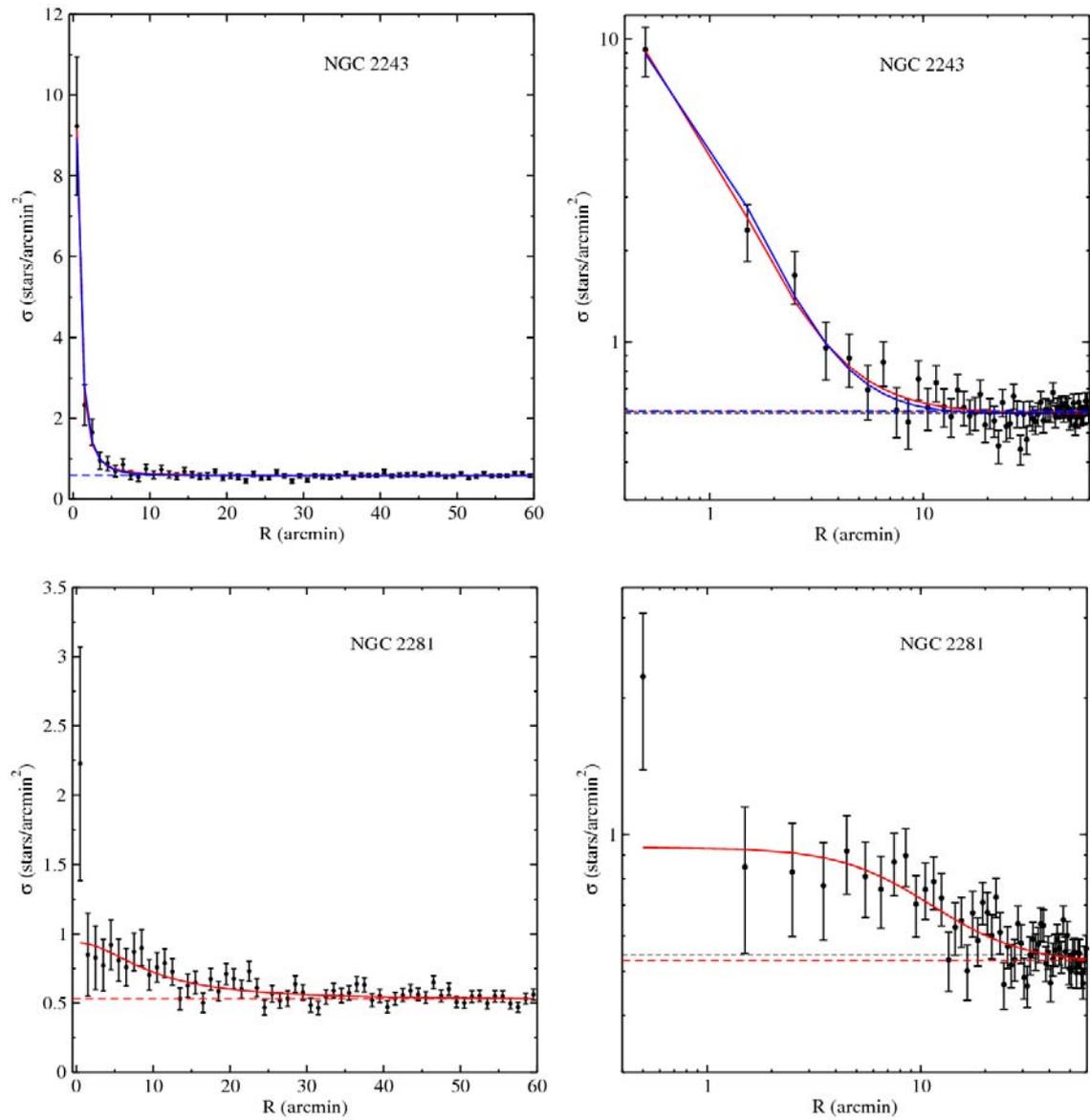


Figura 3.4: O mesmo da figura 3.1 para os aglomerados NGC 2243 e NGC 2281. A linha reta para  $\log R < 3'$  para NGC 2243 sugere núcleo pós-colapsado (Trager et al., 1995).

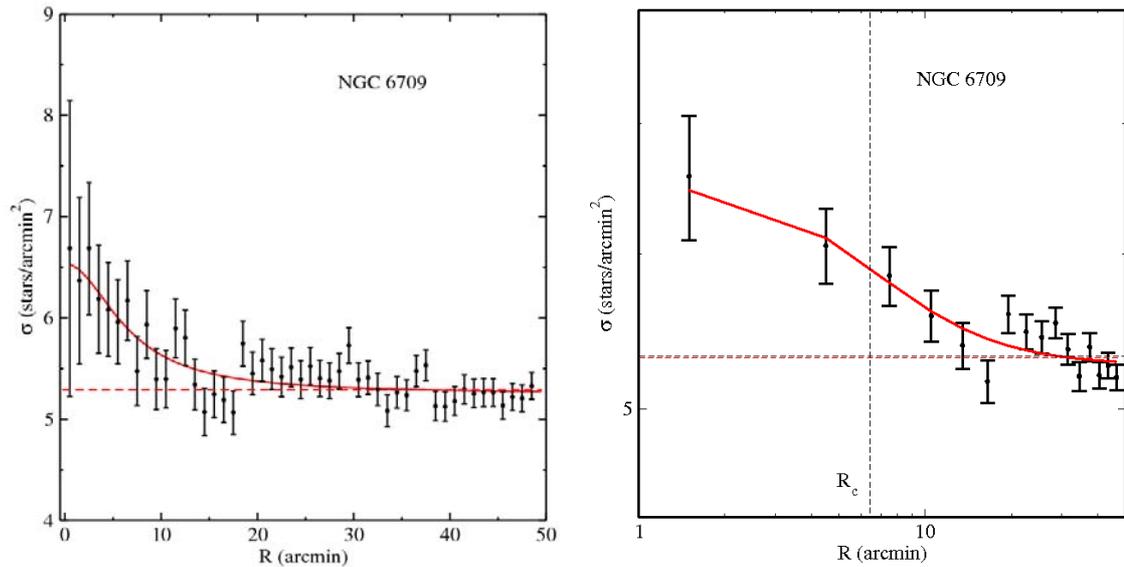


Figura 3.5: O mesmo da figura 3.1 para o aglomerado NGC 6709.

Para a incerteza da idade, entretanto, deixamos que  $(m-M)$  e  $E(J-H)$  variassem (cada isócrona testada pôde ser deslocada vertical e horizontalmente no CMD), buscando o melhor ajuste com a isócrona em questão.

Nos modelos de isócronas, as partes mais frias do CMD, como a baixa MS, gigantes vermelhas e *clump* dependem do *blanketing* (mudança da cor da estrela devido ao bloqueio da radiação pelas linhas de absorção, de maneira que, comparadas aos modelos sem considerar essas linhas, as estrelas apresentam um gradiente maior de temperatura) adotado nos modelos para as transformações cor-magnitude (Grocholski & Sarajedini 2003, Bonatto et al. 2004). Como a banda  $K_s$  é mais sensível a esses problemas, adotamos as bandas J e H neste trabalho. Além disso, o *turn-off* e a alta MS são menos sensíveis a esses efeitos e, portanto, enfocamos nossos ajustes nessas sequências evolutivas.

O método estatístico não enfatiza nenhuma sequência evolutiva, entretanto ele evita a baixa MS ao estabelecer pesos aos dados de acordo com os erros fotométricos.

A fração de estrelas binárias, o avermelhamento e o avermelhamento diferencial produzem espalhamento nas sequências do CMD, especialmente na MS, e deveriam ser levados em conta em ambos os métodos, o que é difícil de fazer no método visual.

A tabela 3.4 apresenta os parâmetros obtidos pelo método clássico de ajuste e suas incertezas, que podem ser comparados com a literatura. Indicamos nessa tabela as referências utilizadas e comparamos nas figuras 3.6 a 3.10 as soluções obtidas neste trabalho pelo método clássico e as soluções da literatura transpostas para os dados infravermelhos do 2MASS e usando as isócronas de Pádova. Nos casos em que a metalicidade não estava disponível na literatura, assumimos o valor solar. Nessas condições os ajustes obtidos no presente trabalho, pelo método clássico, no geral ajustam melhor a distribuição de estrelas e suas sequências nos CMDs.

Apesar de algumas soluções concordarem com as da literatura, considerando as suas incertezas, pode-se observar nos CMDs das figuras 3.6 a 3.8 que os ajustes deste trabalho são melhores. Por exemplo, a solução da literatura para NGC 1245 não ajusta bem nenhum dos três critérios de ajuste. Por outro lado, outras soluções foram significativamente diferentes da literatura, como o caso de NGC 1342. Encontramos uma idade bem maior que a de Kharchenko et al. (2005). De fato, esse aglomerado apresenta estrelas gigantes e um *turn-off* claro. Peña et al. (1994) encontrou uma idade similar de 400 Myr (ou  $\log \tau = 8.6$ ).

NGC 1245 é o aglomerado da amostra que apresenta mais vínculos por possuir um *turn-off* brilhante e um *clump* de gigantes populoso. Já para NGC 1342 o principal vínculo é a distribuição da MS. NGC 1502 é o aglomerado mais jovem da amostra apresentando estrelas de PMS. Portanto, usamos as isócronas de Siess et al. (2000) para limitar a idade. O uso de apenas isócronas de MS limita o ajuste à parte superior da MS que é basicamente vertical, aumentando as incertezas dos parâmetros ajustados a ponto de impedir suas determinações. NGC 1502 não está incluído na análise do

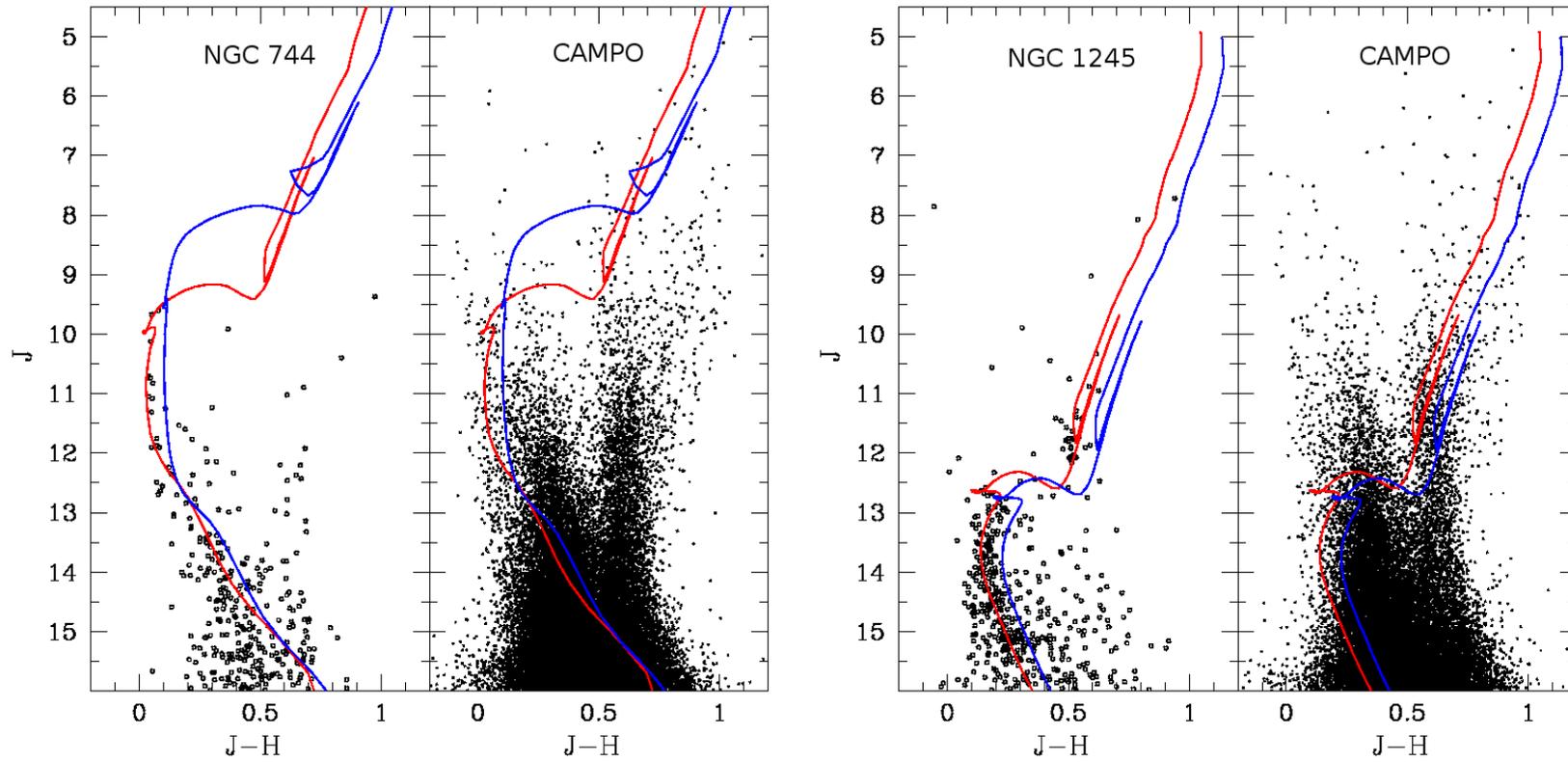


Figura 3.6: CMD de NGC 744 e NGC 1245 com as correspondentes isócronas de Pádova ajustadas pelo método clássico (vermelho) e pela literatura (azul).

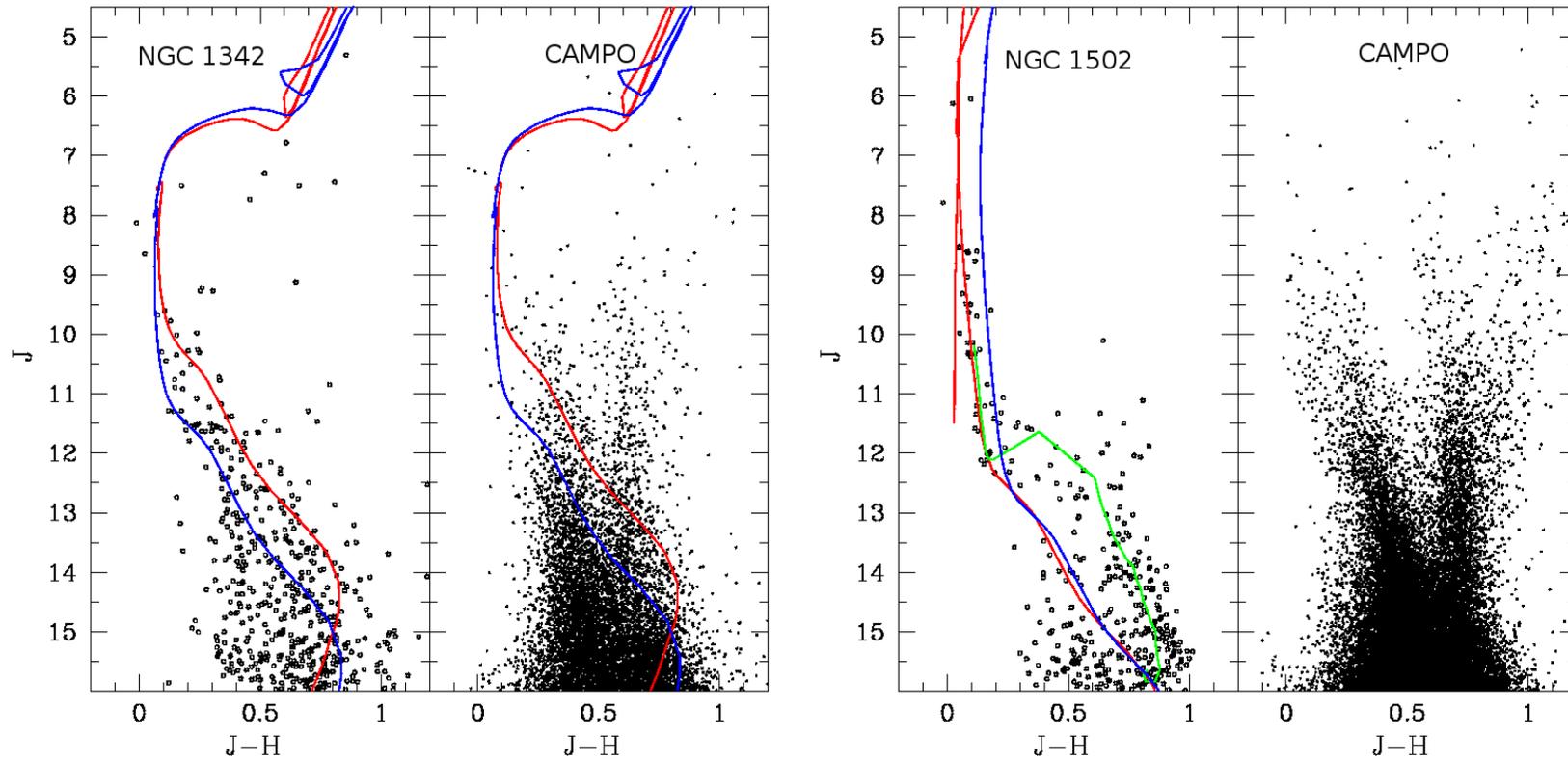


Figura 3.7: O mesmo da figura 3.6 para NGC 1342 e NGC 1502. Para NGC 1502 a curva verde é a isócrona de PMS de Siess.

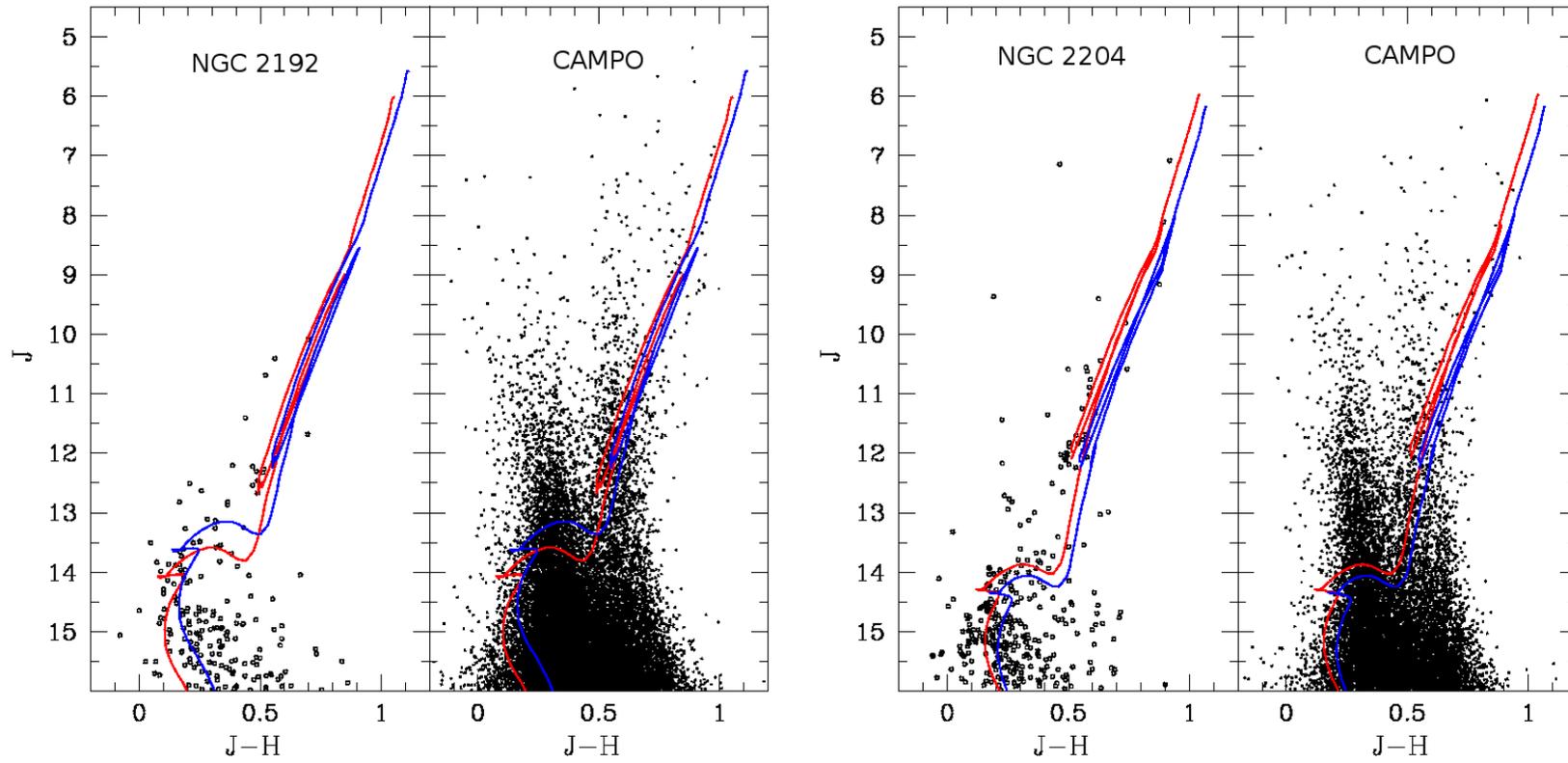


Figura 3.8: O mesmo da figura 3.6 para NGC 2192 e NGC 2204.

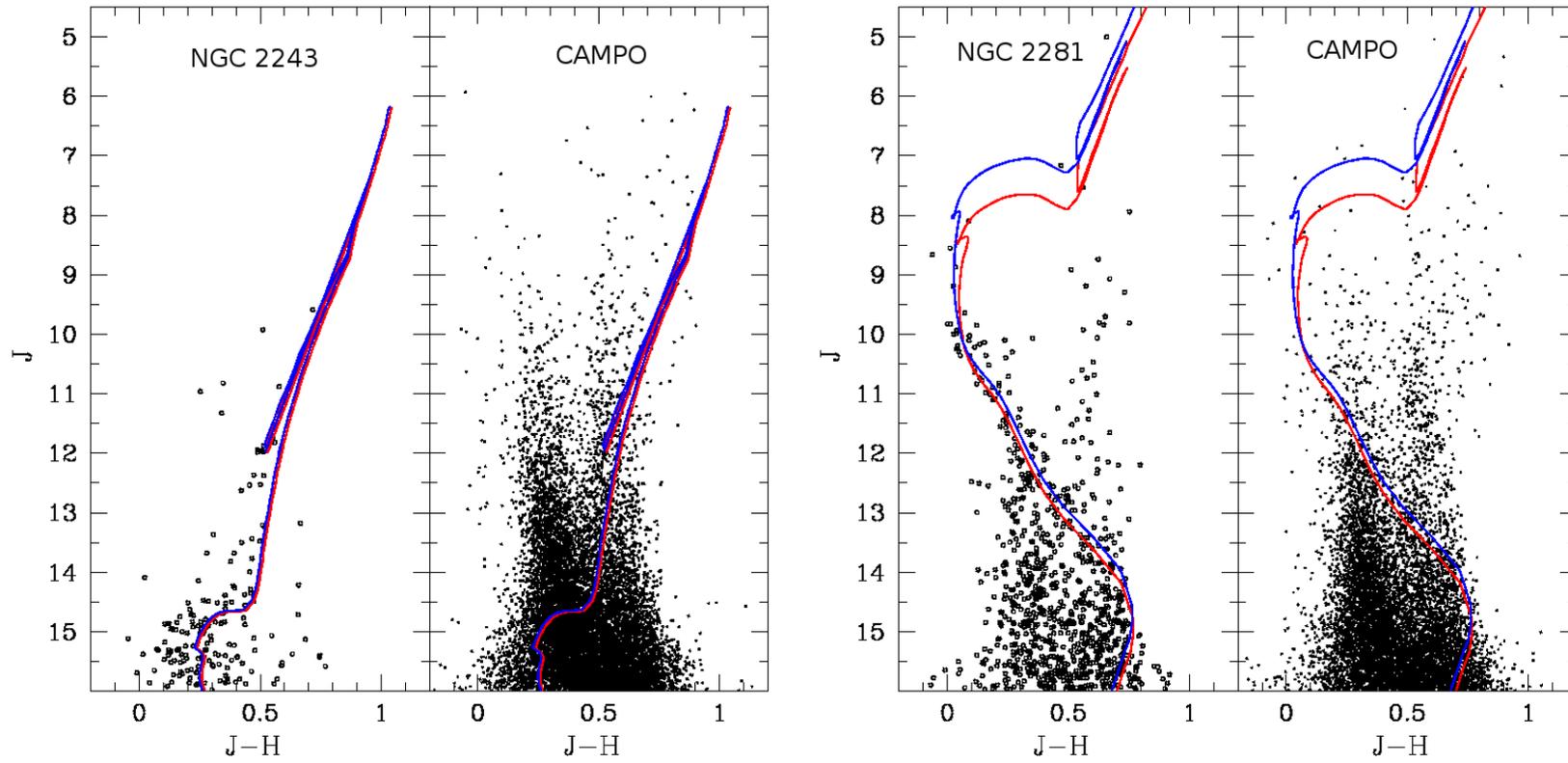


Figura 3.9: O mesmo da figura 3.6 para NGC 2243 e NGC 2281.

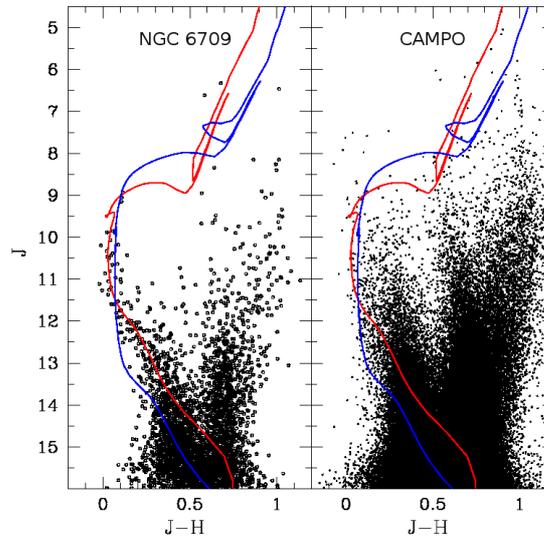


Figura 3.10: O mesmo da figura 3.6 para NGC 6709.

ajuste estatístico de isócronas pois a população de PMS não está considerada nesse método.

Os aglomerados velhos NGC 2192, NGC 2204 e NGC 2243 apresentam *turn-offs* fracos e *clumps* de gigantes bem definidos. Essas características nos CMDs foram essenciais para o ajuste das isócronas. Nos casos de NGC 2192 e NGC 2204 pudemos usar todos os três critérios de ajuste enquanto que para NGC 2243 não pudemos usar a distribuição da MS pois o *turn-off* está localizado em magnitudes muito fracas. A solução de Paunzen & Netopil (2006) é mais avermelhada do que a nossa para NGC 2192, enquanto que Salaris et al. (2004) apresentam soluções similares às nossas para NGC 2204 e NGC 2243.

NGC 2281, NGC 6709 e NGC 744 foram ajustados pela mesma isócrona. Também usamos os três critérios no ajuste de NGC 2281 enquanto que, para NGC 6709 e NGC 744, baseamo-nos principalmente na distribuição da MS. NGC 744 não possui estrelas evoluídas mas NGC 2281 e NGC 6709 possuem estrelas gigantes.

Em geral, as estimativas de idade obtidas foram sistematicamente maiores que as da literatura, com exceção dos aglomerados mais velhos da amostra NGC 2204 e NGC 2243. Esta tendência é esperada pois as isócronas adotadas usam modelos de evolução estelar com *overshooting* (Girardi et al. 2002 and Gallart et al. 2005). Como colocado na seção 1.2.1, esse efeito gera um alargamento da zona convectiva mantendo a estrela por mais tempo nas suas fases evolutivas, de modo que as suas posições observadas correspondem a uma idade maior do que se não fosse considerado esse efeito. A menor diferença ocorreu para NGC 1245 (4.5%), o que corrobora o *status* desse aglomerado como padrão (Paunzen & Netopil, 2006), e a maior diferença foi encontrada para NGC 6709 (72%).

Já o módulo de distância absoluto (obtido pela relação 1.11 e, principalmente, o avermelhamento tenderam a valores menores que os da literatura. Provavelmente isso também se deve à inclusão ou não do *overshooting*. Além disso, ao ajustar valores menores de idade, torna-se necessário gerar maiores deslocamentos da isócrona no CMD, ou seja, valores maiores para  $(m - M)$  e  $E(B-V)$ .

Aglomerado	Modelo 2-P de King					Modelo 3-P de King			
	$\sigma_0(\text{estrelas/}''^2)$ (1)	$R_c(')$ (2)	$\sigma_c(\text{estrelas/}''^2)$ (3)	$R_{RDP}(')$ (4)	$\sigma_o(\text{stars/}''^2)$ (5)	$R_c(')$ (6)	$R_t(')$ (7)	$\sigma_c(\text{estrelas/}''^2)$ (8)	$R_{RDP}(')$ (9)
NGC 744	1.44±0.60	3.11±1.11	1.48±0.01	22.0±2.0	-	-	-	-	-
NGC 1245	7.87±1.39	1.93±0.25	1.01±0.01	37.0±4.0	8.07±1.13	2.51±0.37	32.95±8.47	1.03±0.01	19.5±3.5
NGC 1342	0.80±0.17	5.61±1.07	0.55±0.01	41.5±4.0	0.98±0.25	6.60±1.98	56.81±49.28	0.56±0.01	27.0±2.0
NGC 1502	5.96±1.67	1.47±0.30	1.02±0.01	23.5±4.5	-	-	-	-	-
NGC 2192	5.42 ±2.55	0.92±0.32	0.86±0.01	13.5±1.5	-	-	-	-	-
NGC 2204	3.26±0.79	1.83±0.33	0.63±0.01	24.5±3.0	3.47±0.66	2.42±0.49	26.79±7.96	0.63±0.01	15.5±1.5
NGC 2243	14.66±5.30	0.59±0.14	0.58±0.01	15.5±4.0	13.16±3.98	0.72±0.18	26.96±20.37	0.58±0.01	13.0±3.0
NGC 2281	0.42±0.11	9.72±2.78	0.52±0.01	50.0±8.0	-	-	-	-	-
NGC 6709	1.29±0.41	6.49±2.15	5.26±0.03	31.0±2.0	-	-	-	-	-

Tabela 3.2: Colunas (1) aglomerado, (2) densidade central pelo modelo 2-P, (3) raio do núcleo pelo modelo 2-P, (4) densidade de campo pelo modelo 2-P, (5) raio RDP pelo modelo 2-P, (6) densidade central pelo modelo 3-P, (7) raio do núcleo pelo modelo 3-P, (8) raio de maré pelo modelo 3-P, (9) densidade de campo pelo modelo 3-P, e (10) raio RDP pelo modelo 3-P RDP.

Aglomerado	Modelo 2-P	Modelo 3-P	$\sigma_c$ (estrelas/' <sup>2</sup> )	$\sigma_o$ (estrelas/' <sup>2</sup> )	$R_c$ (')	$R_t$ (')
NGC 744	x	-	1.49	1.48±0.69	2.86±1.13	-
NGC 1245	-	x	1.04	8.11±1.16	2.92±0.35	34.36±10.26
NGC 1342	x	-	0.56	0.83±0.20	4.92±0.93	-
NGC 1502	-	x	1.03	5.80±1.56	1.61±0.42	70.01±97.37
NGC 2192	x	-	0.87	5.62±2.78	0.86±0.31	-
NGC 2204	-	x	0.64	3.46±0.69	2.29±0.44	30.22±10.89
NGC 2243	-	x	0.58	13.08±3.86	0.73±0.17	-
NGC 2281	-	x	0.54	0.58±0.20	10.80±4.63	73.00±60.27
NGC 6709	x	-	5.26	1.32±0.41	6.19±1.66	-

Tabela 3.3: Parâmetros estruturais obtidos pelo ajuste dos modelos de King mantendo a densidade de campo fixa.

Aglomerado Referência	Parâmetros da Literatura				Parâmetros deste Trabalho				
	Z (1)	log [ $\tau$ (Myr)] (2)	(m-M) <sub>0</sub> (mag) (3)	E(B-V) (mag) (4)	Z (5)	log [ $\tau$ (Myr)] (6)	(m-M) <sub>0</sub> (mag) (7)	E(J-H) (mag) (8)	E(B-V)(mag) (9)
NGC 744 (Paunzen & Netopil, 2006)	-	8.26 <sup>+0.11</sup> <sub>-0.13</sub>	10.42 <sup>+0.29</sup> <sub>-0.34</sub>	0.41±0.05	0.019	8.70 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.29</sub>	10.22 <sup>+0.38</sup> <sub>-0.72</sub>	0.01 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.01</sub>	0.03 <sup>+0.14</sup> <sub>-0.03</sub>
NGC 1245 (Paunzen & Netopil, 2006)	-	9.03 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.13</sub>	12.20 <sup>+0.24</sup> <sub>-0.27</sub>	0.27±0.03	0.019	9.05±0.05	12.20 <sup>+0.20</sup> <sub>-0.10</sub>	0.00 <sup>+0.02</sup> <sub>-0.00</sub>	0.00 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.00</sub>
NGC 1342 (Kharchenko et al., 2005)	0.019	8.21	9.11	0.3	0.019	8.65±0.15	8.00±0.25	0.25±0.10	0.76±0.30
NGC 1502 (Paunzen et al., 2005)	-	6.90 ± 0.1	10.17±0.02	0.75±0.02	0.019	6.70±0.30	10.50±0.30	0.20±0.03	0.60±0.10
NGC 2192 (Paunzen & Netopil, 2006)	-	9.03 <sup>+0.19</sup> <sub>-0.20</sub>	12.70±0.04	0.21±0.01	0.008	9.10±0.05	13.30 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.30</sub>	0.01 <sup>+0.02</sup> <sub>-0.01</sub>	0.03 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.03</sub>
NGC 2204 (Salaris et al., 2004)	0.008	9.30 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.07</sub>	13.12 ± 0.08	0.08	0.006	9.30±0.05	13.00±0.10	0.01±0.01	0.03±0.03
NGC 2243 (Salaris et al., 2004)	0.006	9.70 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.16</sub>	12.81	0.055±0.04	0.006	9.65±0.15	12.80±0.10	0.01 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.01</sub>	0.03 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.03</sub>
NGC 2281 (Paunzen & Netopil, 2006)	-	8.63 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.12</sub>	8.44 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.22</sub>	0.08±0.02	0.019	8.70±0.10	8.65 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.20</sub>	0.02±0.03	0.07±0.09
NGC 6709 (Kharchenko et al., 2005)	0.019	8.14	10.16	0.32	0.019	8.70 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.10</sub>	9.75±0.25	0.01±0.01	0.03±0.03

Tabela 3.4: Parâmetros fundamentais da literatura: (1) metalicidade, (2) idade, (3) módulo de distância absoluto, e (4) avermelhamento E(B-V); e do presente ajuste clássico: (5) metalicidade, (6) idade, (7) módulo de distância absoluto, (8) excesso E(J-H), e (9) correspondente avermelhamento E(B-V). Para NGC 2243 usamos o avermelhamento dado por Anthony-Twarog et al. (2005).

# Capítulo 4

## Ajuste Estatístico

### Semi-Automatizado \*

A fase seguinte de nosso trabalho consistiu em utilizar um método estatístico, que compara o CMD do aglomerado com uma série de CMDs sintéticos, gerados a partir das isócronas de Pádova (Girardi et al., 2002), usando análise de CMDs do campo. O método estatístico de ajuste de isócronas para aglomerados abertos galácticos aqui utilizado foi desenvolvido por Kerber, Soares e Pavani (2010, em preparação) a partir da adaptação dos procedimentos usados para o estudo de aglomerados da Grande Nuvem de Magalhães e que envolviam a comparação entre o CMD observado e um conjunto de CMDs sintéticos (Kerber et al. 2002, Kerber & Santiago 2005, Kerber et al. 2007).

Segundo o presente método, a busca pelo melhor modelo parte da solução encontrada pelo método clássico (capítulo 3) e varre um espaço de parâmetros na construção dos CMDs sintéticos que são comparados ao observado através de uma

---

\*Parte do conteúdo deste capítulo (ajuste com metalicidade fixa) foi apresentado na XXVII Assembléia Geral da União Astronômica Internacional (IAU) em julho de 2009 podendo ser acessado na página <http://www.astro.iag.usp.br/iaus266/Posters.html> (pAlves.pdf).

estatística de verosimilhança (ou *likelihood*) usando uma abordagem Bayesiana. Essa abordagem já foi utilizada com sucesso na análise de aglomerados estelares (Naylor & Jeffries 2006 e Hernandez & Valls-Gabaud 2008) e também de populações estelares mistas (Hernandez et al. 2000, Hernandez et al. 1999 e Vergely et al. 2002).

Procedimentos similares foram aplicados a aglomerados da Grande Nuvem de Magalhães (Kerber et al., 2002) com fotometria profunda (Kerber et al. 2002 e Kerber et al. 2007) e também em aglomerados embebidos (Soares et al., 2008). Já em Kerber & Santiago (2005) os autores apresentam uma comparação detalhada entre a estatística *likelihood*, a  $\chi^2_\gamma$  (Mighell, 1999) e a  $W$  (Saha, 1998). A estatística *likelihood* se apresentou como a ferramenta mais adequada para as análises de CMD como as que realizamos neste estudo. Esta análise estatística não inclui o aglomerado NGC 1502, uma vez que não contempla isócronas de PMS.

A seguir, descreveremos em detalhes a metodologia seguida apresentando os resultados para a amostra.

## 4.1 Geração dos CMDs sintéticos

A geração dos CMDs sintéticos considera que os aglomerados contêm populações estelares simples (SSPs), ou seja, caracterizadas por estrelas com mesma idade  $\tau$  e metalicidade  $Z$ . Assim, os passos básicos para gerar cada um dos CMDs sintéticos são:

- escolha de uma isócrona com determinada idade e metalicidade do conjunto de isócronas de Pádova;
- aplicação dos valores de módulo de distância ( $m - M$ ) e avermelhamento  $E(B - V)$  à isócrona;

- distribuição de estrelas sintéticas  $N_*$  (no presente caso, 250000) seguindo uma função de massa inicial de Salpeter (seção 1.1.1) e uma fração de binárias  $f_{bin}$  (neste trabalho, 30%);
- inserção dos erros fotométricos determinados pelos dados do 2MASS.

A figura 4.1 (Alves et al., 2010, submetido) ilustra os passos do modelamento de um CMD sintético para um aglomerado aberto com  $\log \tau=9.20$  ( $\sim 1.6$  Gyr), com metalicidade solar,  $(m - M)_0 = 10.00$  ( $d = 1\text{kpc}$ ) and  $E(B-V)=0.10$ . O painel (a) mostra a isócrona deslocada pelo módulo de distância e avermelhamento; no painel (b) as estrelas são distribuídas ao longo da isócrona de acordo com a IMF e a fração de binárias; no painel (c) são introduzidos os erros fotométricos espalhando as estrelas. Neste último painel é apresentada a densidade dos pontos em escala logarítmica.

## 4.2 Comparação do CMD observado com os CMDs sintéticos

A comparação do CMD observado com os CMDs sintéticos inicia com a determinação da probabilidade ( $p_{agl}$ ) de cada estrela do CMD observado ser membro do aglomerado a partir da comparação com o CMD do campo. As probabilidades são estimadas a partir da comparação entre as distribuições de estrelas dentro de  $R_{corte}$  e na região do campo definida entre  $R_{in}$  e  $R_{extr}$ . A tabela 3.1 mostra os respectivos valores desses raios para os aglomerados da amostra. Os CMDs do aglomerado e do campo são divididos em uma grade de pequenas caixas em magnitude J e cor J-H, centradas em cada estrela do aglomerado. Então conta-se o número de estrelas do aglomerado  $N_{agl}$  e do campo  $N_{campo}$  dentro dos box de 3-sigma em magnitude e cor a partir de sua posição no CMD. A probabilidade é, então, dada por:

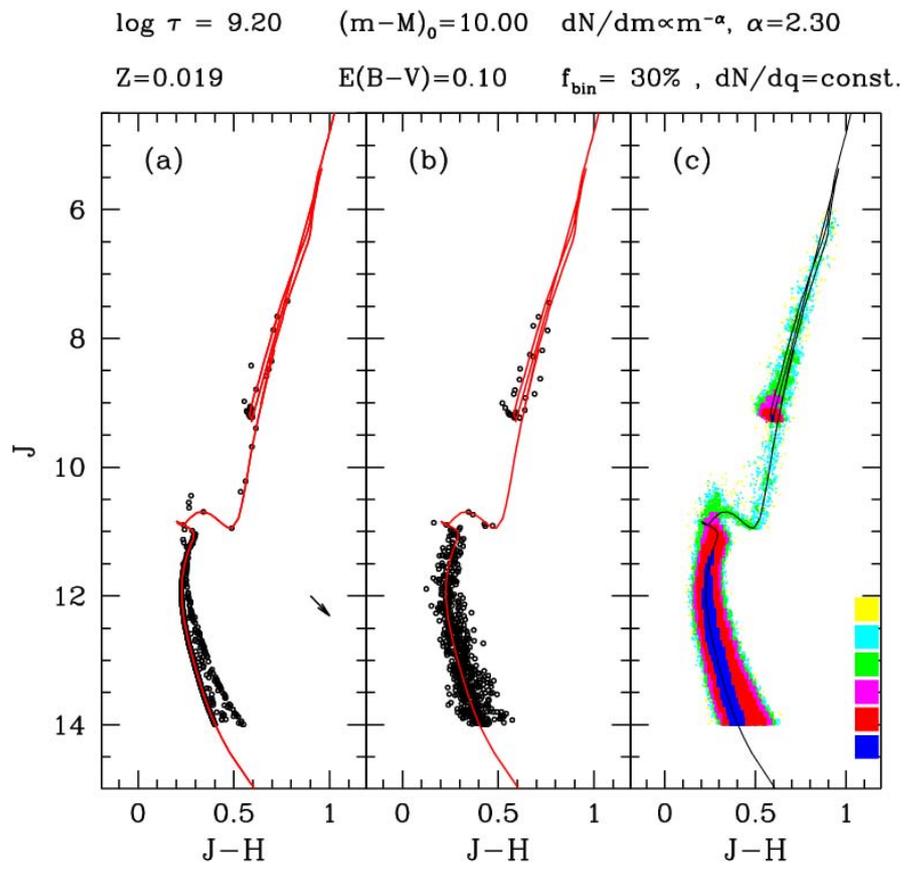


Figura 4.1: Exemplo da geração de um CMD sintético.

$$p_{agl} = 1 - \frac{N_{campo}}{N_{agl}} \times \frac{\Omega_{agl}}{\Omega_{campo}} \quad (4.1)$$

onde  $\Omega$  são os ângulos sólidos das respectivas regiões consideradas. O segundo termo do lado direito da igualdade é limitado no valor 1, ou seja, na situação em que o número de estrelas na caixa da estrela for muito maior do que o número de estrelas da caixa correspondente do campo, toma-se a probabilidade para a estrela em questão ser igual a zero.

A probabilidade  $p_{CMD,i}$  de cada modelo gerar uma estrela sintética na posição da  $i$ -ésima estrela observada é determinada pela contagem do número de estrelas sintéticas  $N[J, (J - H)]$  na posição da estrela observada no CMD, pesada pela probabilidade de ser membro ( $p_{agl}$ ). Repetindo o procedimento para todas as estrelas observadas  $N_{obs}$  podem-se recuperar os CMDs sintéticos que maximizam a *likelihood* (L) entre modelo e dados, que pode ser definido como:

$$L \propto \prod_{i=1}^{N_{obs}} p_{cmd,i} \times p_{agl,i} \propto \prod_{i=1}^{N_{obs}} N[J_i, (J - H)_i] \times p_{agl,i} \quad (4.2)$$

Pode-se construir um diagrama de Hess a partir da contagem do número de estrelas em um CMD, como o apresentado na figura 4.1c. Esse tipo de diagrama é muito útil pois intrinsecamente informa a densidade de pontos no plano cor-magnitude e, portanto, a probabilidade de achar uma estrela observada em cada posição do CMD. Assim podemos estabelecer que os melhores modelos são aqueles que geram diagramas Hess que maximizam a expressão acima, ou seja, aqueles em que mais estrelas artificiais se superpõem em regiões mais densamente povoadas por estrelas observadas.

Partindo dos resultados obtidos com o ajuste visual, a grade percorre inicialmente um espaço de parâmetros de três dimensões (idade, módulo absoluto de

distância e avermelhamento), ou seja, mantendo a metalicidade fixa no valor encontrado no ajuste visual. A grade de modelos é composta por 1859 modelos que cobrem uniformemente intervalos de 0.50 dex em  $\log \tau$ , 0.05 mag em  $(m - M)_0$  e 0.20 mag em  $E(B - V)$ , em combinações de 12 valores em torno de  $\log \tau$ , 12 valores em torno de  $(m - M)_0$  e 10 valores em torno de  $E(B - V)$ . As barras de erro de L são calculadas a partir de 300 realizações para a mesma simulação usando uma observação falsa, e correspondem ao desvio padrão da distribuição de *likelihood* para essas realizações. As incertezas dos parâmetros físicos são determinadas pelo conjunto de melhores modelos. Esse conjunto é composto pelos modelos que atingem um valor de L dentro de 1-sigma a partir do modelo de valor máximo.

Os parâmetros fundamentais são obtidos a partir da média dos valores obtidos pelo conjunto de melhores modelos, aqueles que estão dentro de 1-sigma dos valores do melhor modelo. O valor de sigma é calculado pela geração de 100 realizações do melhor modelo com um número de pontos igual ao da observação, e comparando cada uma com o modelo de 250000 pontos.

A figura 4.2 apresenta três CMDs para NGC 1245: (i) o observado com as probabilidades das estrelas serem membros do aglomerado; (ii) o do campo e (iii) um dos modelos sintéticos melhor ajustados. A comparação entre eles permite verificar que o CMD sintético reproduz bem as principais características do CMD observado. Essa é a característica essencial do método. Outro aspecto importante é o corte em magnitude de J em 15.8, o limite de magnitude do PSC para essa banda segundo os critérios de nível 1 (seção 2.1.1). Esse procedimento é necessário (assim como grandes extrações) já que as posições projetadas dos aglomerados de nossa amostra não se enquadram na região que atende os critérios (capítulo 2).

A tabela 4.1 apresenta os parâmetros obtidos pelo ajuste estatístico de isócronas para os aglomerados da amostra (exceto NGC 1502). Como colocado anteriormente,

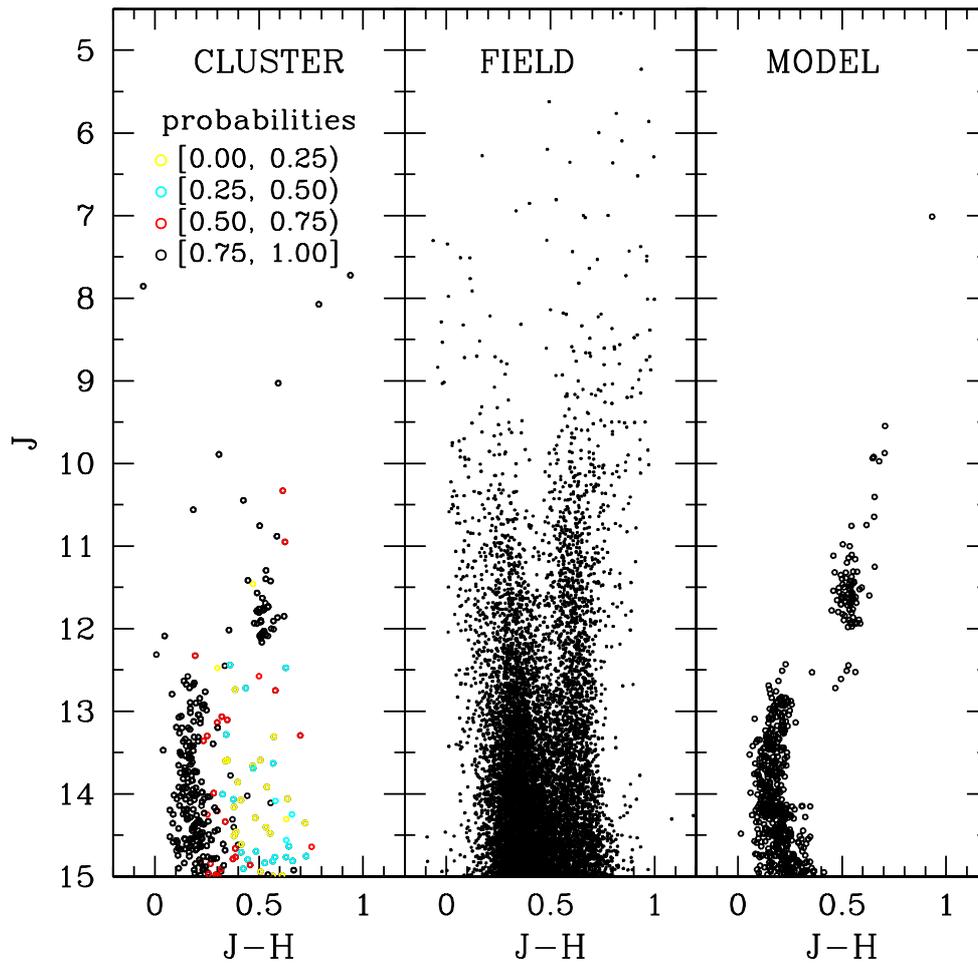


Figura 4.2: Painel da esquerda: CMD observado de NGC 1245 ( $r < 5'$ ). Painel do meio: CMD do campo correspondente ( $20' < r < 60'$ ). Painel da direita: um dos CMD sintéticos melhor ajustados.

Aglomerado	Z	$\log [\tau(\text{Myr})]$	$(m-M)_0$ (mag)	E(B-V) (mag)	$N_{mod}$
	(1)	(2)	(3)	(4)	(5)
NGC 744	0.019	$8.73 \pm 0.10$	$10.31 \pm 0.07$	$0.02 \pm 0.03$	48
NGC 1245	0.019	$9.04 \pm 0.02$	$12.39 \pm 0.07$	$0.05 \pm 0.04$	43
NGC 1342	0.019	$8.61 \pm 0.13$	$8.30 \pm 0.00$	$0.17 \pm 0.00$	4
NGC 2192	0.008	$9.16 \pm 0.06$	$13.15 \pm 0.12$	$0.03 \pm 0.04$	22
NGC 2204	0.006	$9.41 \pm 0.06$	$13.05 \pm 0.16$	$0.01 \pm 0.01$	121
NGC 2243	0.006	$9.57 \pm 0.08$	$12.83 \pm 0.18$	$0.01 \pm 0.01$	115
NGC 2281	0.019	$8.72 \pm 0.07$	$8.89 \pm 0.08$	$0.02 \pm 0.02$	17
NGC 6709	0.019	$8.81 \pm 0.10$	$9.99 \pm 0.06$	$0.03 \pm 0.04$	23

Tabela 4.1: Parâmetros fundamentais obtidos pelo ajuste estatístico de isócronas: (1) metalicidade, (2) idade, (3) módulo de distância absoluto, (4) avermelhamento e (5) número de melhores modelos.

Aglomerado	Z	$\log [\tau(\text{Myr})]$	$(m-M)_0$ (mag)	E(B-V) (mag)	$N_{mod}$
	(1)	(2)	(3)	(4)	(5)
NGC 744	$0.021 \pm 0.003$	$8.74 \pm 0.09$	$10.33 \pm 0.08$	$0.02 \pm 0.03$	85
NGC 1245	$0.021 \pm 0.003$	$9.05 \pm 0.05$	$12.40 \pm 0.07$	$0.04 \pm 0.04$	19
NGC 1342	$0.016 \pm 0.001$	$8.60 \pm 0.17$	$8.29 \pm 0.02$	$0.18 \pm 0.01$	10
NGC 2192	$0.009 \pm 0.002$	$9.16 \pm 0.07$	$13.15 \pm 0.14$	$0.02 \pm 0.03$	37
NGC 2204	$0.004 \pm 0.001$	$9.43 \pm 0.06$	$13.02 \pm 0.14$	$0.01 \pm 0.01$	107
NGC 2243	$0.004 \pm 0.005$	$9.60 \pm 0.07$	$12.83 \pm 0.16$	$0.01 \pm 0.01$	106
NGC 2281	$0.020 \pm 0.004$	$8.74 \pm 0.07$	$8.87 \pm 0.06$	$0.02 \pm 0.02$	30
NGC 6709	$0.019 \pm 0.003$	$8.82 \pm 0.06$	$9.94 \pm 0.05$	$0.01 \pm 0.02$	1

Tabela 4.2: O mesmo de 4.1 variando a metalicidade.

os valores de metalicidade foram fixados naqueles obtidos pelo método clássico de ajuste de isócronas (seção 3.2).

Finalmente realizamos o ajuste estatístico incluindo a metalicidade como um parâmetro livre. Assim, partimos do valor de metalicidade encontrado no método visual (tabela 3.4), como valor de entrada no programa, e deixa-mo-lo assumir quatro valores em torno deste (dentro dos valores disponíveis nos modelos de Pádova). Então são gerados 9295 CMDs sintéticos a partir da grade de modelos, que foram comparados ao CMD observado. Na tabela 4.2 apresentamos os resultados do ajuste:

Comparando a tabela 3.4 com a tabela 4.2, observa-se que, em geral, as soluções não diferenciaram-se significativamente das obtidas pelo método clássico. No geral, as idades obtidas pelo método estatístico confirmam a tendência a valores maiores dos que as obtidas pelo óptico, enquanto os avermelhamentos e os módulos de distância tendem a valores menores. Entretanto as incertezas dos parâmetros diminuíram pelo

uso do método estatístico. Isso é esperado já que este último usa mais vínculos e explora os parâmetros de espaço de forma autoconsistente.

A qualidade dos ajustes pode ser visualizada nos espaços de parâmetros para cada aglomerado aberto (figuras 4.3 a 4.10). Os pontos vermelhos representam os valores dos parâmetros obtidos pelos melhores modelos ajustados e a estrela representa a solução final obtida pelo método, como descrito anteriormente. Nessas figuras pode-se verificar a distribuição e o grau de degenerescência das soluções. Quantitativamente, o número de melhores modelos fornece uma medida da qualidade da solução. Para o ajuste de um dado aglomerado, a *likelihood*  $L$  é máxima para o melhor modelo e esse valor não pode ser comparado com os dos outros aglomerados.

As figuras 4.11 a 4.14 mostram os CMDs dos aglomerados com as suas respectivas soluções tanto pelo método de ajuste clássico (capítulo 3) como pelo estatístico para fins de comparação. Observa-se no CMD dos aglomerados a existência de estrelas com alta probabilidade de pertencer a eles (ao comparar com regiões bem menos densas nos campos correspondes) e que não impedem a busca da solução pelo método estatístico. Constata-se que o último método gera uma descrição melhor do CMD.

As soluções concordam dentro de 1-sigma com a idade de NGC 1245 (Paunzen & Netopil, 2006) e com a idade e módulo de distância de NGC 2204 e NGC 2243 (Salaris et al., 2004). Para NGC 1342, NGC 6709 e NGC 744 ocorreram diferenças significativas no sentido que os três aglomerados são mais velhos de acordo com o presente estudo (tabela 4.2). As diferenças podem se dever a efeitos de calibração e/ou condições meteorológicas nos dados no óptico.

Tomando os resultados do ajuste estatístico com metalicidade variável (tabela 4.2) e usando as equações 1.12 e 1.7, podemos determinar os valores absolutos para os parâmetros fundamentais metalicidade, idade, distância e avermelhamento para os

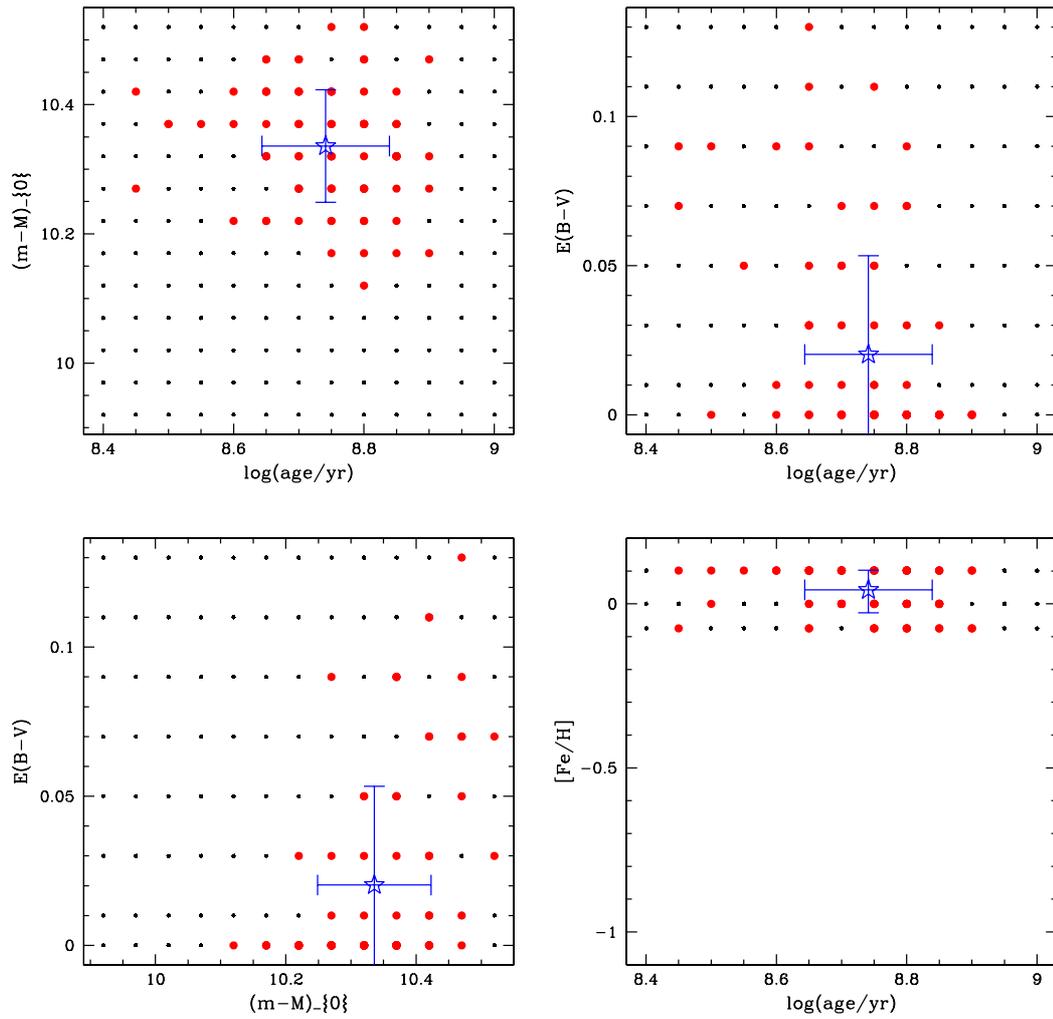


Figura 4.3: Espaço de parâmetros do ajuste semi-automatizado com metalicidade variável para NGC 744. Nos eixos nominados por  $(m-M)_0$ , lê-se  $(m - M)_0$ .

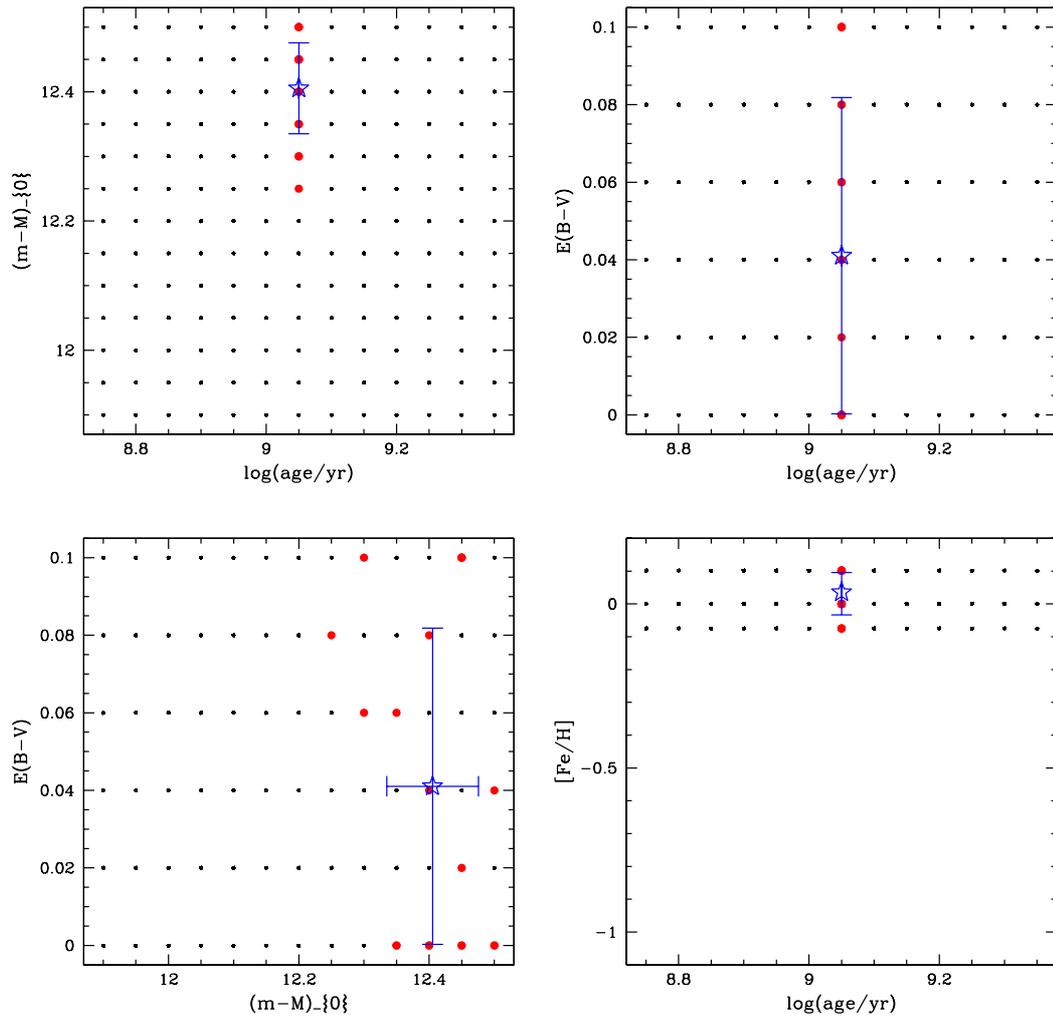


Figura 4.4: O mesmo de 4.3 para NGC 1245.

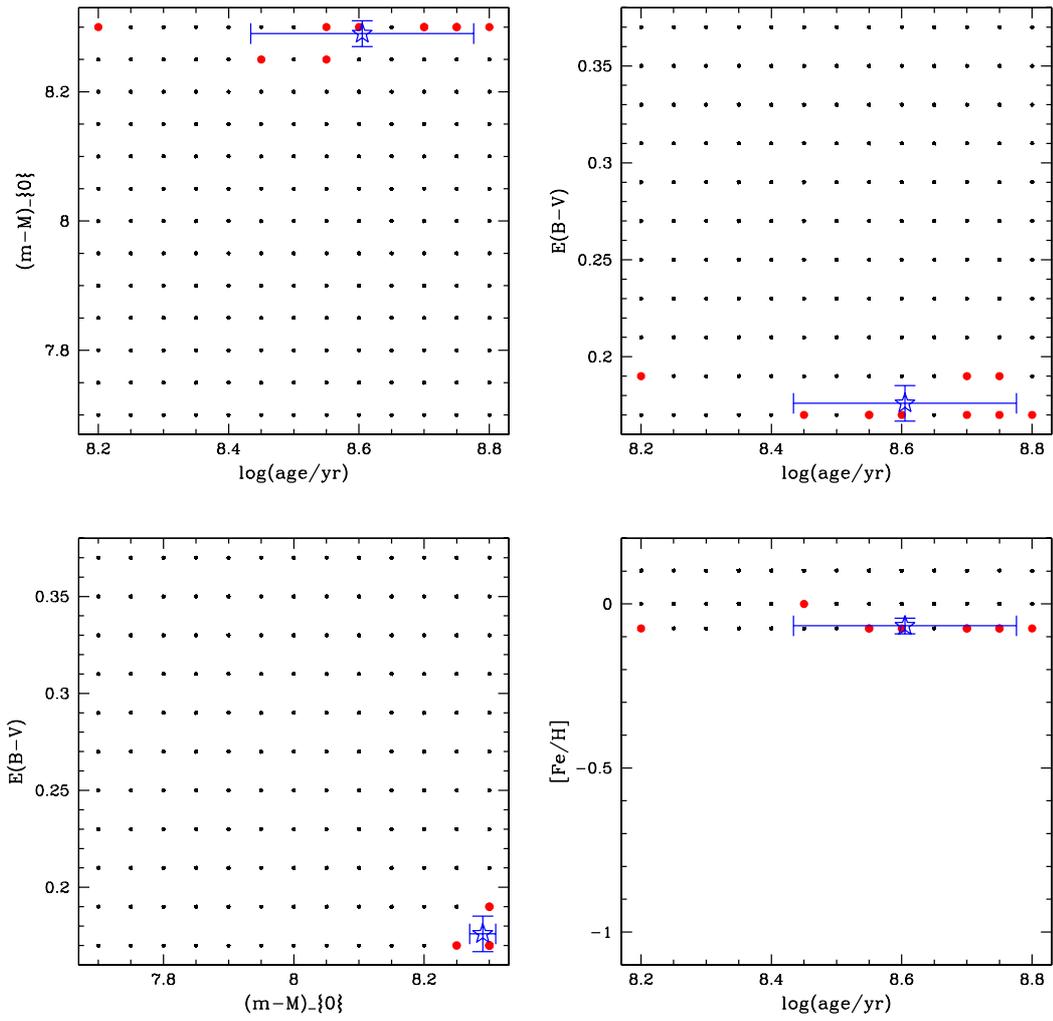


Figura 4.5: O mesmo de 4.3 para NGC 1342.

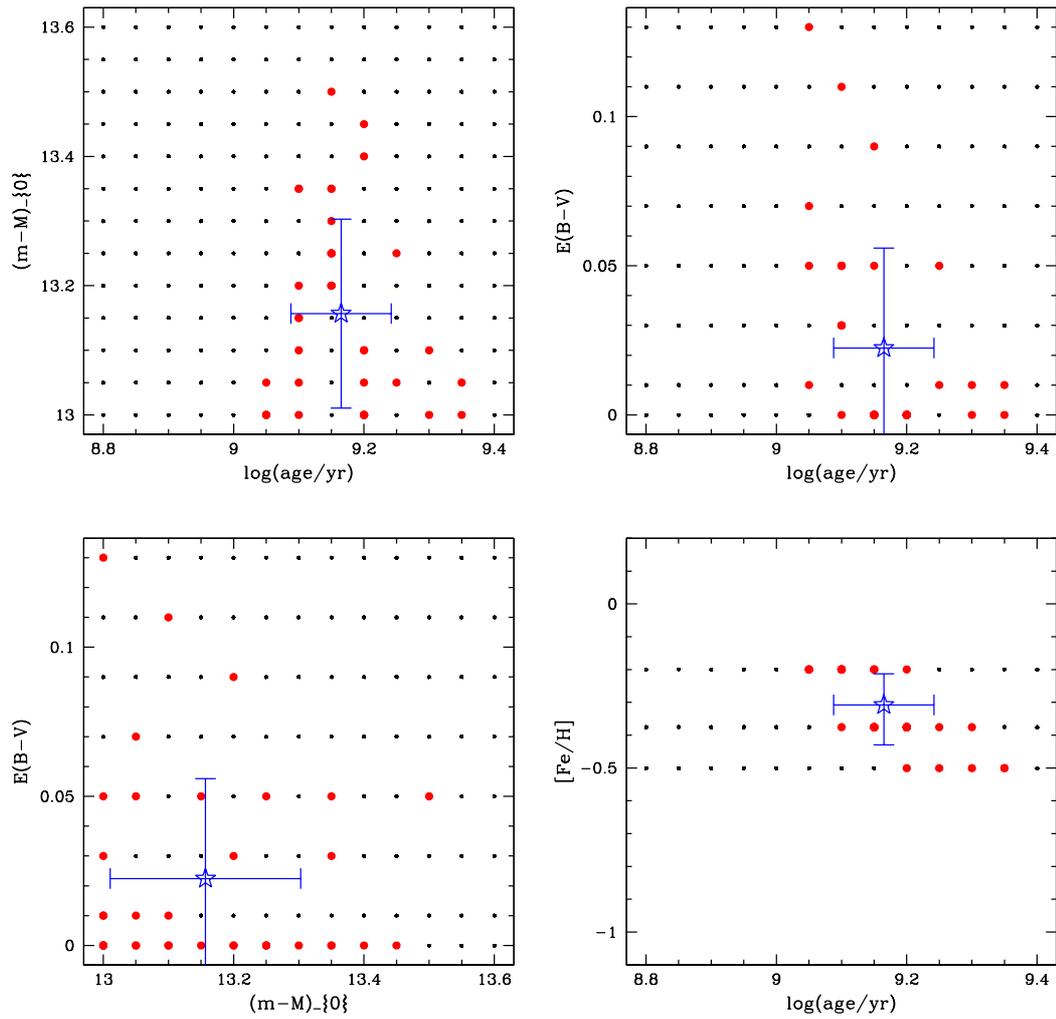


Figura 4.6: O mesmo de 4.3 para NGC 2192.

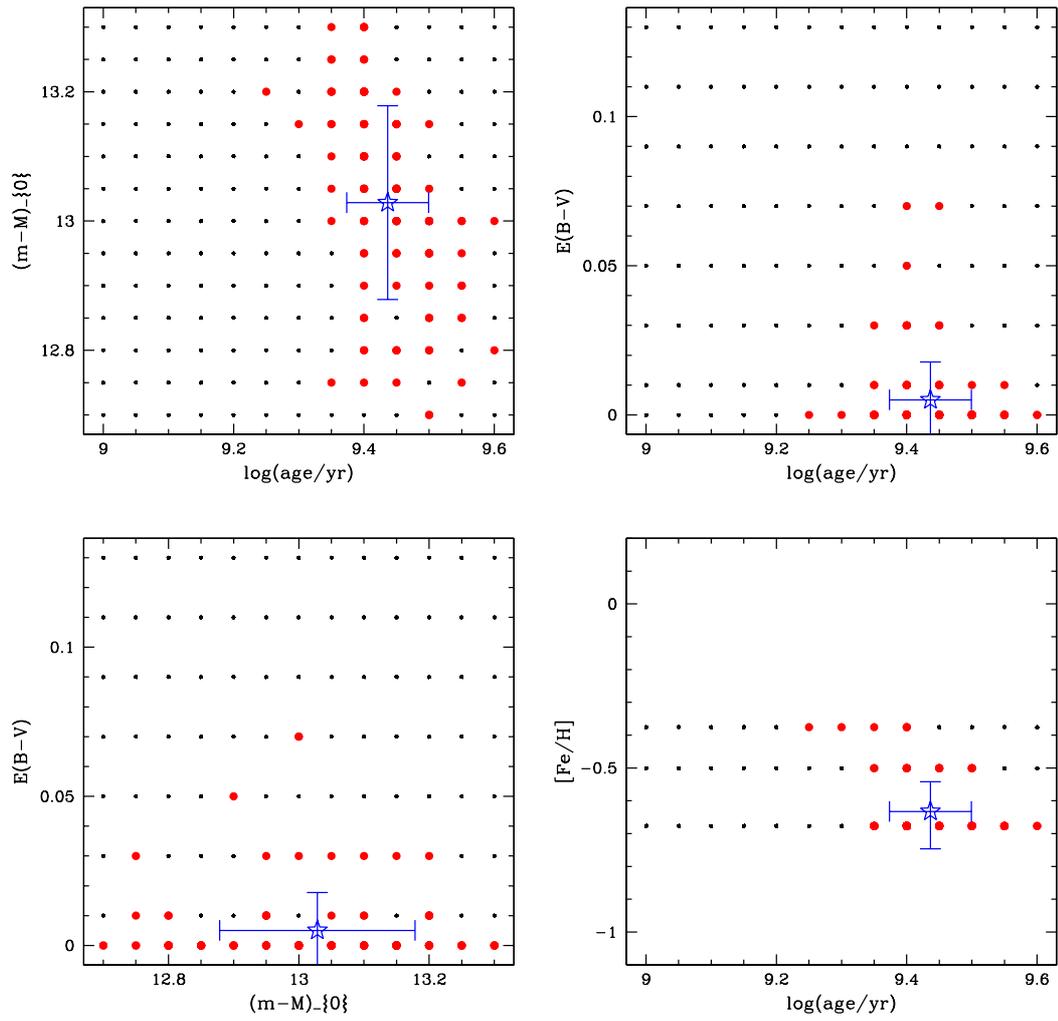


Figura 4.7: O mesmo de 4.3 para NGC 2204.

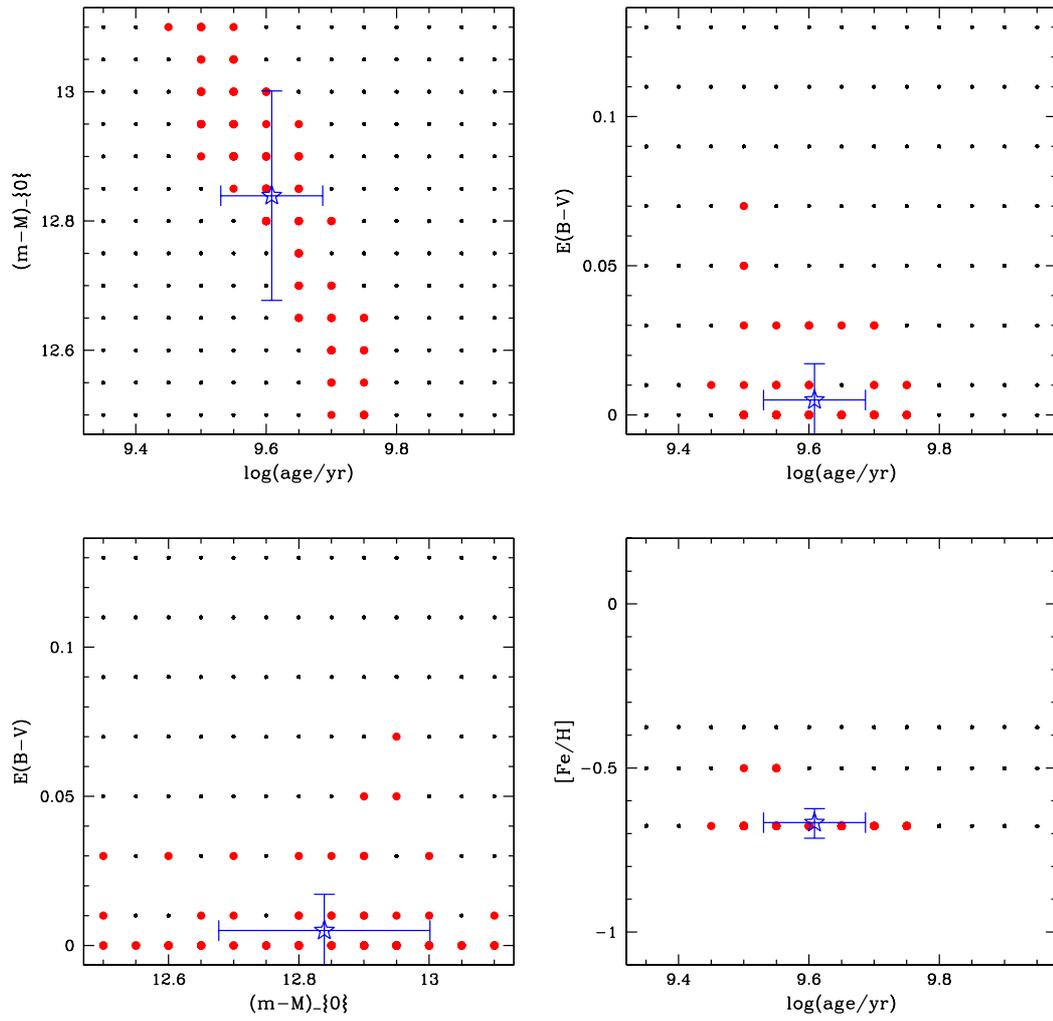


Figura 4.8: O mesmo de 4.3 para NGC 2243.

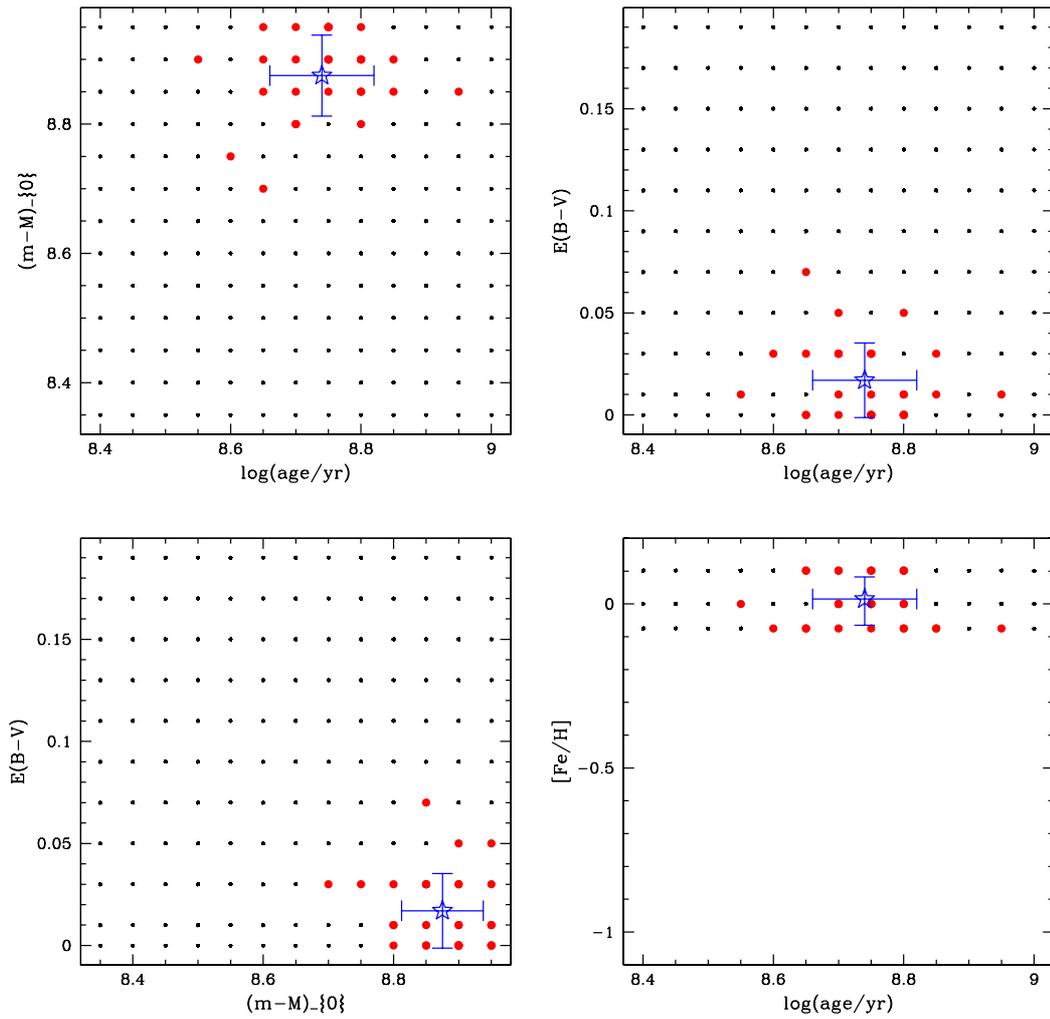


Figura 4.9: O mesmo de 4.3 para NGC 2281.

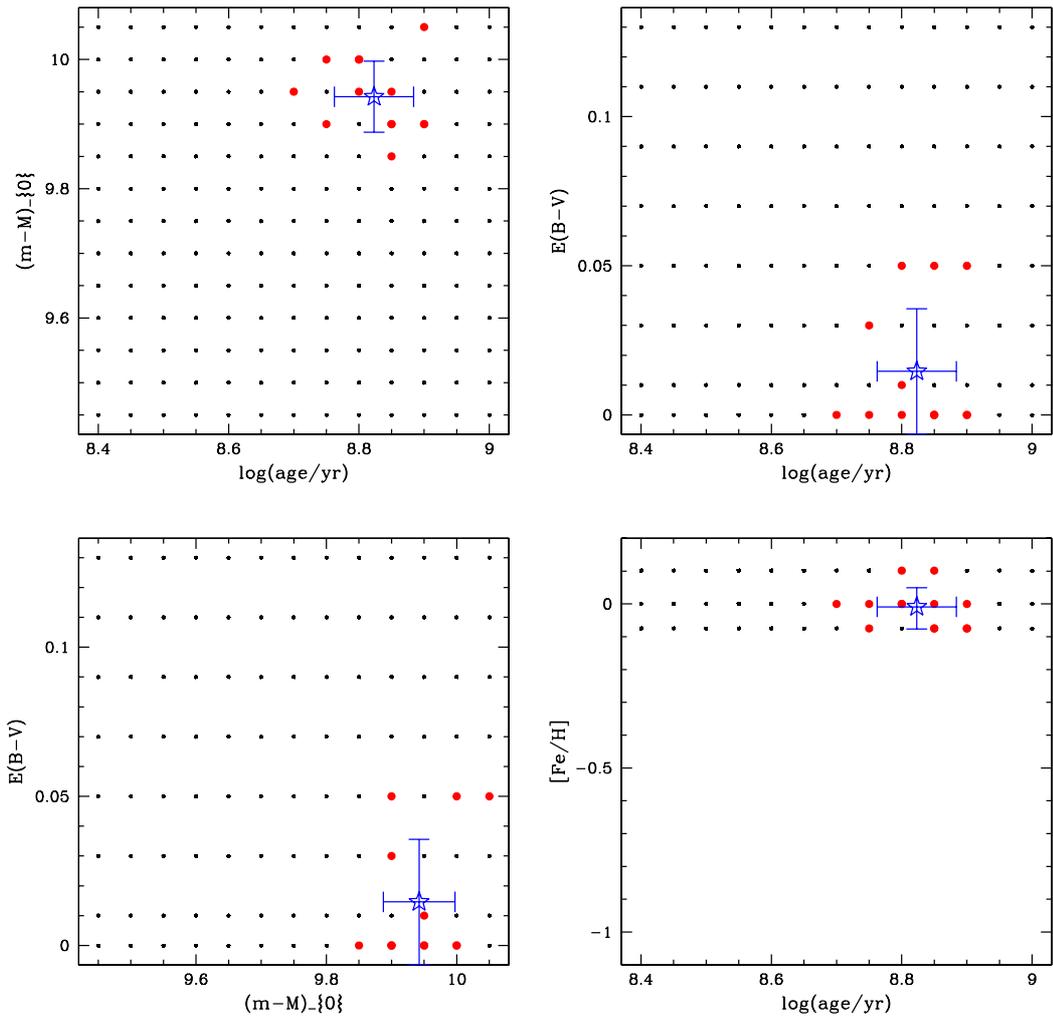


Figura 4.10: O mesmo de 4.3 para NGC 6709.

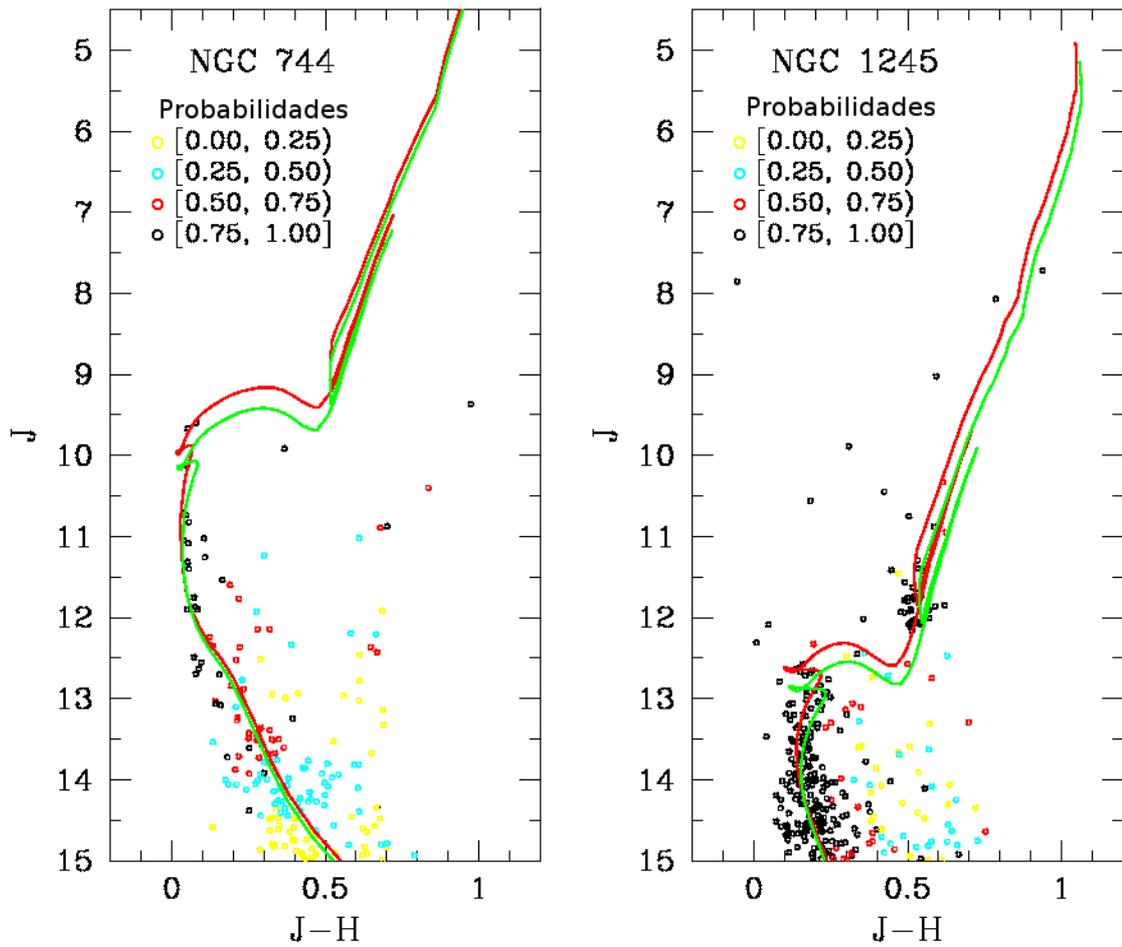


Figura 4.11: CMDs de NGC 744 e NGC 1245 com as probabilidades dadas pelo código de cores em cada painel. Apresentam-se as isócronas ajustadas pelos métodos clássico (vermelho) e estatístico (verde).

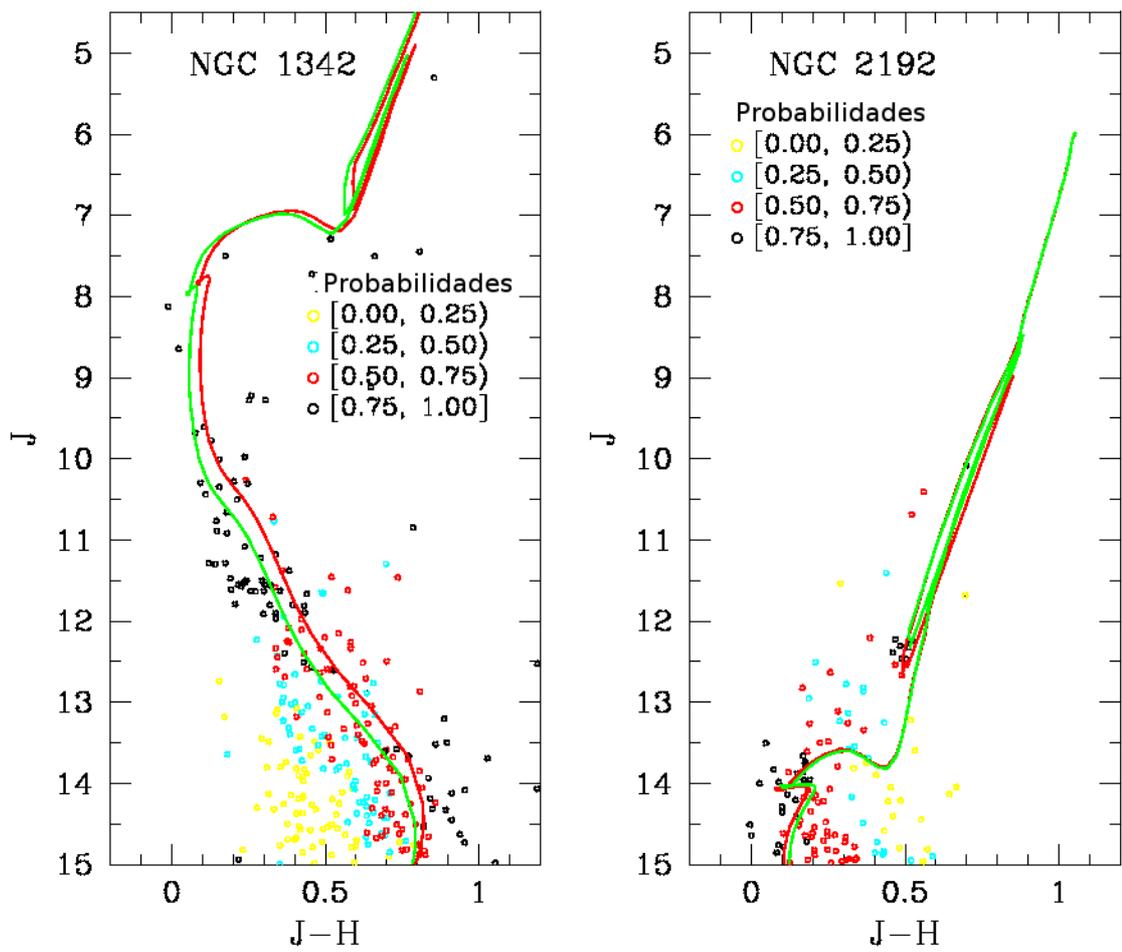


Figura 4.12: O mesmo de 4.11 para NGC 1342 e NGC 2192.

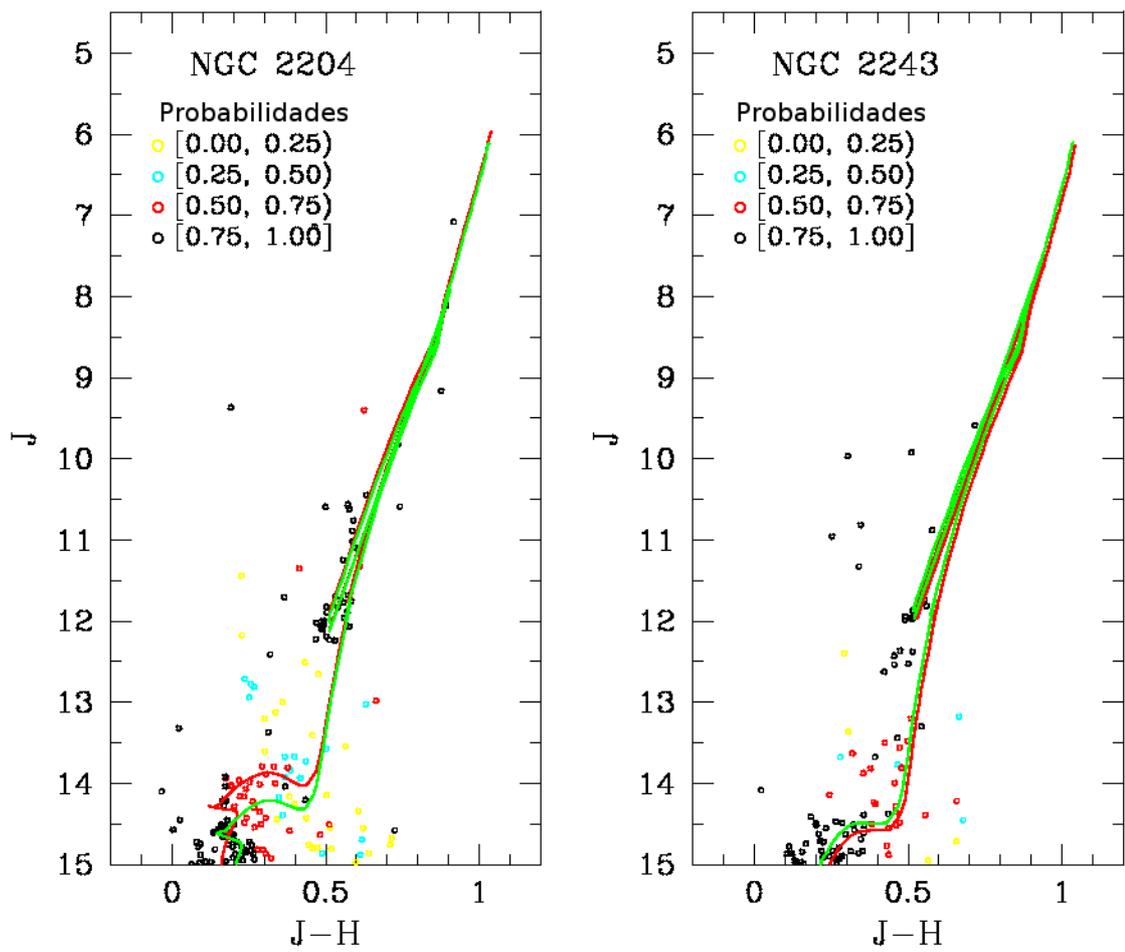


Figura 4.13: O mesmo de 4.11 para NGC 2204 e NGC 2243.

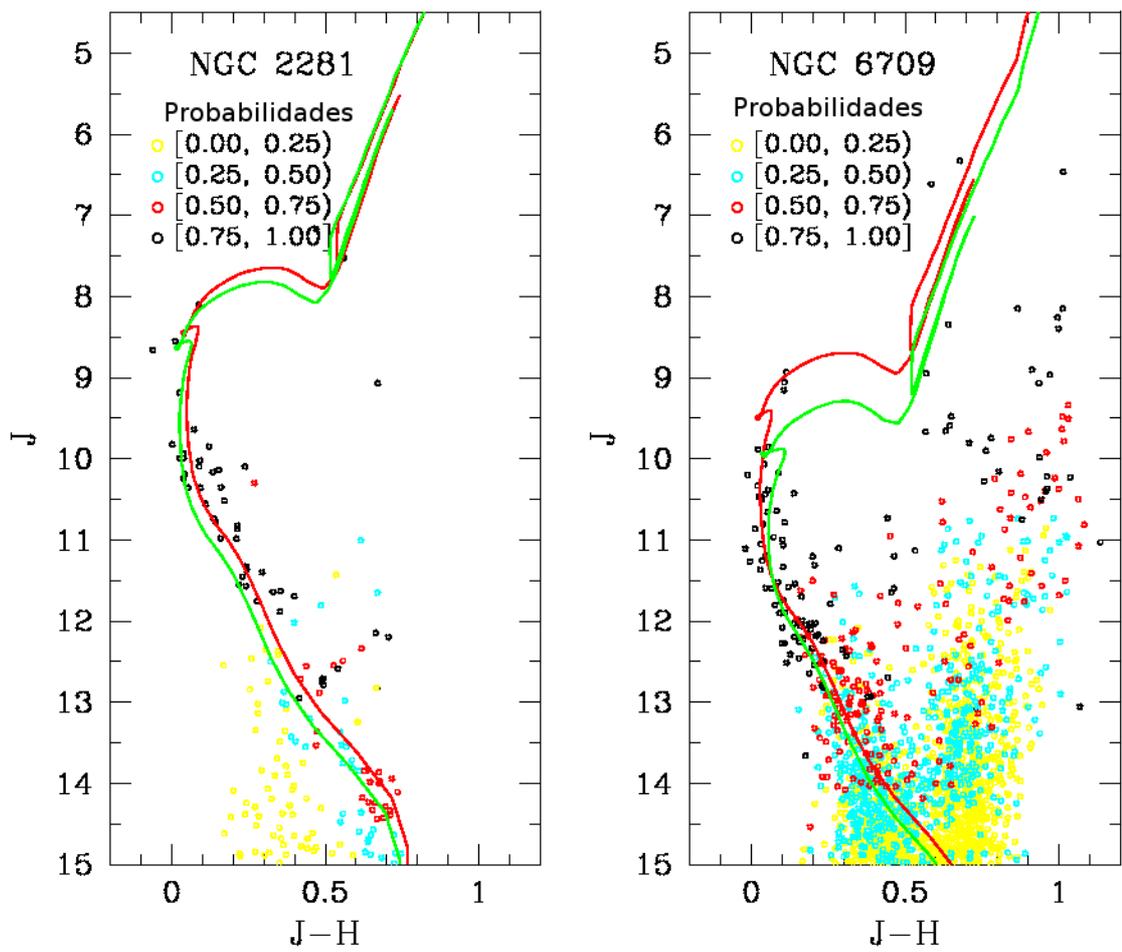


Figura 4.14: O mesmo de 4.11 para NGC 2281 e NGC 6709.

Aglomerado	[Fe]/[H] (1)	$\tau$ (Myr) (2)	$d_{\odot}$ (kpc) (3)	E(B-V) (mag) (4)	$R_c$ (pc) (5)	$R_t$ (pc) (6)
NGC 744	$+0.04 \pm 0.06$	$537^{+139}_{-90}$	$1.16^{+0.05}_{-0.04}$	$0.020 \pm 0.033$	$1.0^{+0.5}_{-0.4}$	-
NGC 1245	$+0.03 \pm 0.06$	$1122^{+137}_{-122}$	$3.02 \pm 0.10$	$0.041 \pm 0.040$	$2.2 \pm 0.3$	$28.9 \pm 7.4$
NGC 1342	$-0.07^{+0.04}_{-0.09}$	$398^{+191}_{-129}$	$0.45 \pm 0.01$	$0.176 \pm 0.009$	$0.9^{+0.2}_{-0.3}$	$7.4 \pm 6.4$
NGC 1502	0.00	$5^{+5}_{-2}$	$1.26^{+0.18}_{-0.16}$	$0.600 \pm 0.100$	$0.5 \pm 0.1$	-
NGC 2192	$-0.31^{+0.09}_{-0.12}$	$1445^{+253}_{-215}$	$4.27^{+0.28}_{-0.27}$	$0.022 \pm 0.033$	$1.2^{+0.5}_{-0.6}$	-
NGC 2204	$-0.63^{+0.08}_{-0.12}$	$2691^{+399}_{-347}$	$4.02^{+0.26}_{-0.25}$	$0.005 \pm 0.012$	$2.8^{+0.6}_{-0.5}$	$31.3 \pm 9.3$
NGC 2243	$-0.68 \pm 0.04$	$3981^{+596}_{-593}$	$3.68^{+0.28}_{-0.26}$	$0.005 \pm 0.012$	$0.8 \pm 0.2$	$28.9 \pm 21.8$
NGC 2281	$+0.01^{+0.08}_{-0.09}$	$549^{+97}_{-81}$	$0.59^{+0.02}_{-0.01}$	$0.017 \pm 0.018$	$1.7 \pm 1.1$	-
NGC 6709	$-0.01^{+0.03}_{-0.06}$	$661^{+98}_{-86}$	$0.97 \pm 0.02$	$0.014 \pm 0.020$	$1.8 \pm 0.8$	-

Tabela 4.3: Parâmetros fundamentais (método estatístico com metalicidade variável) e estruturais absolutos (modelos de King com densidade de campo variável) obtidos por este trabalho: (1) metalicidade, (2) idade, (3) distância, (4) avermelhamento, (5) raio do núcleo e (6) raio de maré.

aglomerados da amostra, apresentados nas colunas (2), (3), (4) e (5) da tabela 4.3.

Lembramos que para NGC 1502 os parâmetros da tabela referem-se ao ajuste clássico.

A partir da análise dos RDPs, necessária para a delimitação da região central do aglomerado para a qual construímos o correspondente CMD, obtivemos os parâmetros estruturais  $R_c$  e  $R_t$  ao ajustar os modelos 2-P e 3-P de King (seção 3.1). Esses parâmetros estão apresentados na tabela 3.2. Utilizando as distâncias absolutas (em parsecs) da coluna (3) da tabela 4.3, podemos obter os valores absolutos para  $R_c$  e  $R_t$ , apresentados nas colunas (5) e (6) desta tabela.

Podemos comparar os parâmetros estruturais de três aglomerados abertos de nossa amostra com os aqueles obtidos por Piskunov et al. (2007). Os raios do núcleo de NGC 744, NGC 2281 e NGC 6709 estão em acordo com seus valores:  $0.9 \pm 0.8$  pc,  $0.6 \pm 0.2$  pc e  $1.2 \pm 0.5$  pc, respectivamente. Em Piskunov et al. (2007) também são dados os raios de maré para esses aglomerados:  $3.7 \pm 1.2$  pc,  $4.7 \pm 1.2$  pc,  $6.5 \pm 2.0$  pc e  $6.0 \pm 1.5$  pc. Em trabalho posterior, (Piskunov et al., 2008) alteram para  $5.7 \pm 1.9$  pc,  $7.4 \pm 1.6$  pc,  $9.0 \pm 2.4$  pc e  $9.0 \pm 1.2$  pc, respectivamente, e forneceram valores de distâncias para esses aglomerados que concordam dentro de 2-sigma com os nossos: 1.21 kpc, 0.56 kpc e 1.07 kpc.

Aglomerado	$\Delta[\tau(\text{Myr})]$	$\Delta d_{\odot}$ (pc)	$\Delta E(\text{B-V})$ (mag)	$\Delta R_c$ (pc)
	(1)	(2)	(3)	(4)
NGC 744	353±134	-60±0.0	-0.39±0.06	0.1
NGC 1245	31±281	417±0.3	-0.22±0.05	-
NGC 1342	245±146	-205±0.0	-0.15±0.00	0.8
NGC 1502	-2.9±4	-80±0.4	-0.15±0.02	0.3
NGC 2192	373±206	1667±0.3	-0.18±0.04	-
NGC 2204	370±465	-270±0.3	-0.07±0.01	-
NGC 2243	1955±2362	20±0.3	-0.05±0.04	-
NGC 2281	37±135	40±0.0	-0.06±0.02	1.1
NGC 6709	508±164	-80±0.0	-0.28±0.04	0.6

Tabela 4.4: Diferenças entre os parâmetros obtidos pelo método estatístico e pela literatura: (1) idade, (2) distância, (3) avermelhamento, e (4) raio do núcleo. Para a diferença de avermelhamento de NGC 2243 usamos o valor de  $0.0655 \pm 0.004$  (Anthony-Twarog et al., 2005).

A tabela 4.4 apresenta as diferenças entre as nossas determinações de parâmetros fundamentais e estatísticos e as da literatura. Na figura 4.15 comparamos as diferenças entre parâmetros fundamentais em função da idade, bem como a diferença de avermelhamento em função da diferença de distância. Em geral, as diferenças entre os parâmetros encontrados e os da literatura parecem não estar correladas para  $\Delta E(B - V)$  e idade (painel b), nem para as outras combinações. Como os valores dos parâmetros e as diferenças dos parâmetros não estão correlacionados, podemos inferir que o código trata esses parâmetros independentemente, o que é essencial para uma convergência adequada.

Concluimos que o domínio do infravermelho próximo, baseado nos dados homogêneos do catálogo do 2MASS, permite uma análise consistente que, por sua vez, é a chave para a automatização de estudos de CMDs.



## Capítulo 5

# Aplicação do Método em Uma Amostra Não Estudada

O desenvolvimento do método estatístico e as comparações com a literatura (capítulo 4) nos permitem aplicar os métodos de ajuste clássico e estatístico em uma pequena amostra de aglomerados não estudados: Ruprecht 23, Ruprecht 42 e Ruprecht 57 (figura 5.2). Esses aglomerados estão presentes nos catálogos WEBDA e DAML02 embora sem parâmetros listados.

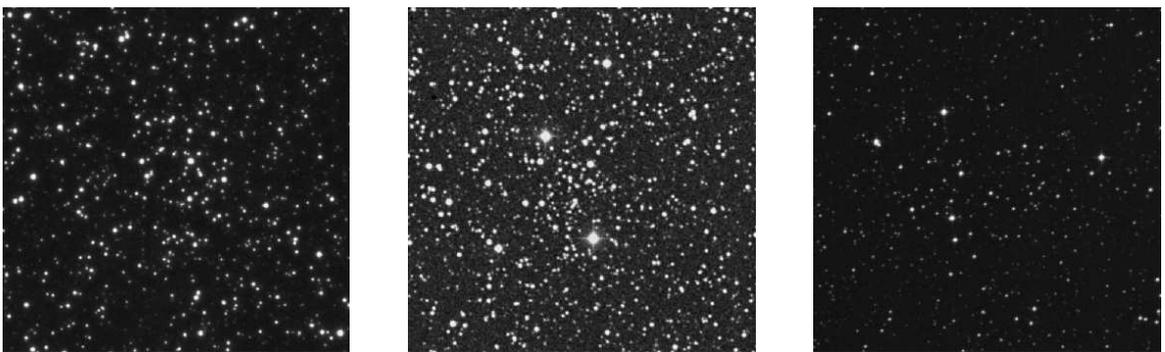


Figura 5.1: Imagens DSS  $10' \times 10'$  de Ruprecht 23 (esquerda), Ruprecht 42 (centro) e Ruprecht 57 (direita) obtidos na página do WEBDA.

Aglomerado	$l$ (°)	$b$ (°)	$\alpha$ (h:m:s)	$\delta$ (°:':")	D (')	d (')	WEBDA	DAML02
Ruprecht 23	238.07	-2.39	07:30:38.66	-23:23:37.75	4	4	x	x
Ruprecht 42	234.32	1.63	07:57:36.81	-25:54:47.75	3.5	3.5	x	x
Ruprecht 57	246.32	4.37	08:15:09.41	-26:58:55.00	6	6	x	x

Tabela 5.1: Coordenadas Galácticas e equatoriais, diâmetros maior e menor. As coordenadas equatoriais correspondem ao máximo da densidade estelar central com relação ao campo.

É importante confirmar que esses métodos se aplicam a aglomerados com posições desfavoráveis em termos de contaminação de fundo e com magnitudes baixas. Ruprecht 23, Ruprecht 42 e Ruprecht 57 estão projetados no terceiro quadrante e estão próximos ao plano do disco Galáctico (tabela 5.1).

Como realizado para a amostra anterior, obtivemos os RDPs dos candidatos a aglomerados abertos usando anéis concêntricos de espessura  $R_{bin}$ , desde o centro de cada aglomerado até o raio de extração  $R_{ext}$ , nos três casos, 40'. A determinação da densidade de campo foi obtida por anéis desde um raio interno  $R_{in}$  até  $R_{ext}$  com mesma espessura  $R_{bin}$ . Foi possível ajustar o modelo 2-P de King mantendo a densidade de campo como um parâmetro livre extra (figura 5.2) apenas para Ruprecht 23. Os parâmetros estruturais encontrados foram:

1.  $\sigma_0 = 8.4 \pm 3.9$  estrelas/arcmin<sup>2</sup>
2.  $R_c = 0.8 \pm 0.3$  arcmin
3.  $\sigma_{campo} = 2.1 \pm 0.1$  estrelas/arcmin<sup>2</sup>
4.  $R_{RDP} = 11 \pm 2.5$  arcmin

Para Ruprecht 42 e Ruprecht 57 o ajuste convergiu para valores não-físicos (valores ou incertezas muito grandes). Como colocado no capítulo 4, na análise clássica de CMD é necessária a extração das estrelas dentro de  $R_{cut}$ , a partir do RDP, para a

Aglomerado	Z	$\log [\tau(\text{Myr})]$	$(m-M)_0$ (mag)	E(B-V) (mag)
Ruprecht 23	0.019	$9.15 \pm 0.05$	$11.7 \pm 0.2$	$0.05 \pm 0.1$
Ruprecht 42	0.019	$9.15 \pm 0.05$	$12.7 \pm 0.3$	$0.00 \pm 0.1$
Ruprecht 57	0.019	$9.00 \pm 0.10$	$13.0 \pm 0.2$	$0.05 \pm 0.05$

Tabela 5.2: Parâmetros fundamentais obtidos pelo ajuste clássico de isócronas aos CMDs de Ruprecht 23, Ruprecht 42 e Ruprecht 57.

elaboração do CMD do aglomerado em estudo. Segundo os critérios definidos naquele capítulo, os valores encontrados para Ruprecht 23 (esquerda), Ruprecht 42 (centro) e Ruprecht 57 foram muito pequenos (1,4', 0,6' e 0,6', respectivamente) levando a um número pequeno de estrelas, inadequado para realizar as estatísticas de ajuste de isócronas (55, 18 e 9 estrelas, respectivamente). Portanto, adotamos um raio de corte maior: 5' para Ruprecht 23, 2' para Ruprecht 42 e 3' para Ruprecht 57 proporcionando 508, 92, 169 estrelas, respectivamente. A figura 5.2 apresenta os RDPs desses aglomerados:

O ajuste clássico foi realizado considerando as extrações dentro de  $R_{\text{corte}}$  acima discriminados (CMDs dos aglomerados) e entre  $R_{\text{ext}}$  e  $R_{\text{in}}$  (CMDs dos campos). Utilizamos para Ruprecht 23, Ruprecht 42 e Ruprecht 57 valores de  $R_{\text{in}}$  de 10', 10' e 15', respectivamente. Pudemos identificar nos CMDs de Ruprecht 23 (esquerda) e Ruprecht 57 *turn-off*, distribuição da MS e *clump* de gigantes para ajustar as isócronas. Já o CMD Ruprecht 42 não apresentou um *turn-off* definido para realizar o ajuste. A figura 5.3 mostra as isócronas ajustadas e os campos de fundo para cada aglomerado. A tabela 5.2 mostra os parâmetros fundamentais obtidos.

Como parte do método geral, utilizamos os resultados do ajuste clássico como valores de entrada para o ajuste estatístico. A tabela 5.3 apresenta os valores obtidos pelo ajuste estatístico bem como o número de modelos melhor ajustados ao CMD de cada aglomerado aberto. As figuras 5.4, 5.5 e 5.6 mostram os CMDs de cada aglomerado com as isócronas ajustadas pelos métodos clássico e estatístico. Também

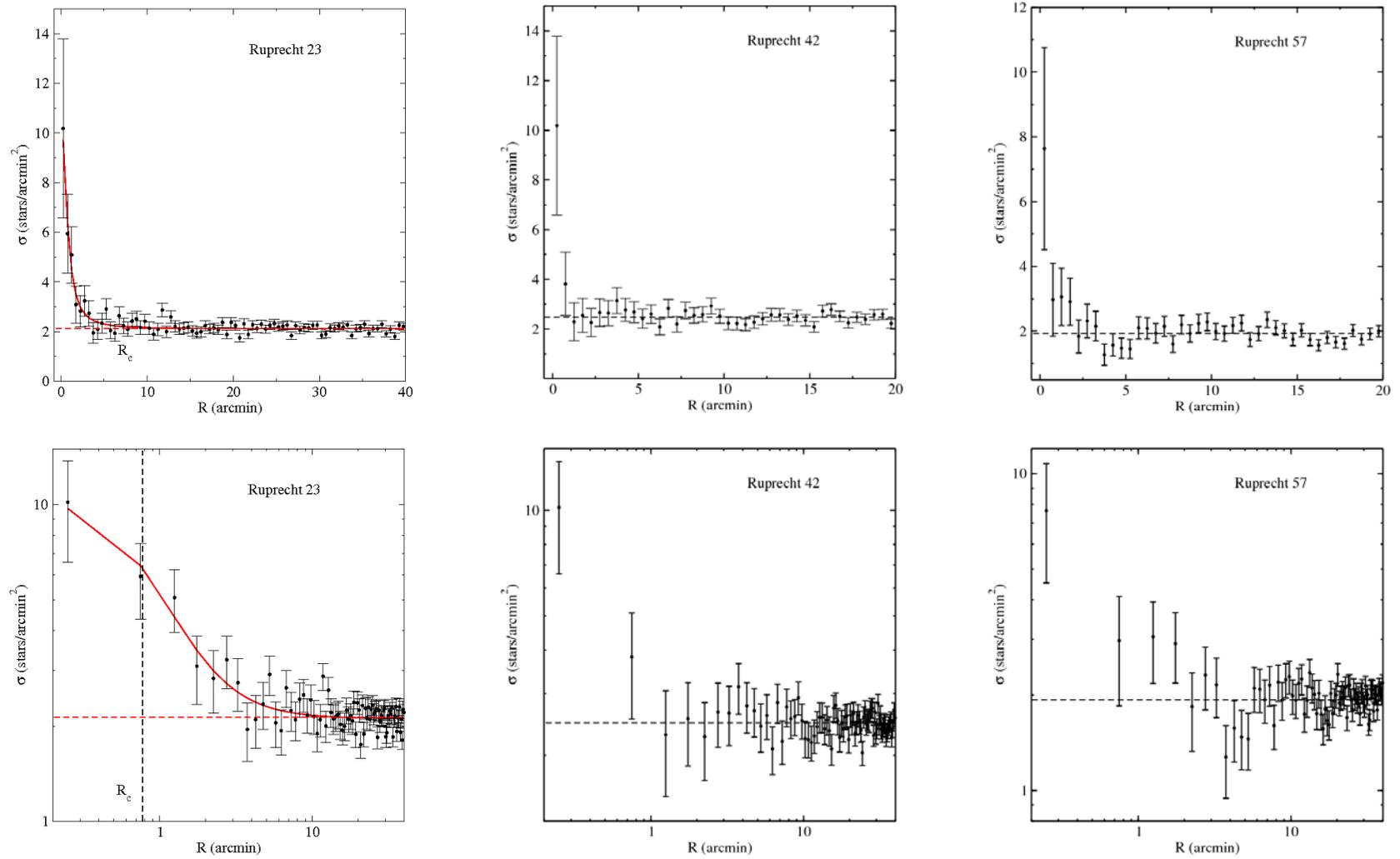


Figura 5.2: RDPs de Ruprecht 23, Ruprecht 42 e Ruprecht 57 em escala linear e logarítmica. Curva em vermelho: modelo de King ajustado. Linha horizontal: densidade de campo ajustado. Linha vertical: raio do núcleo

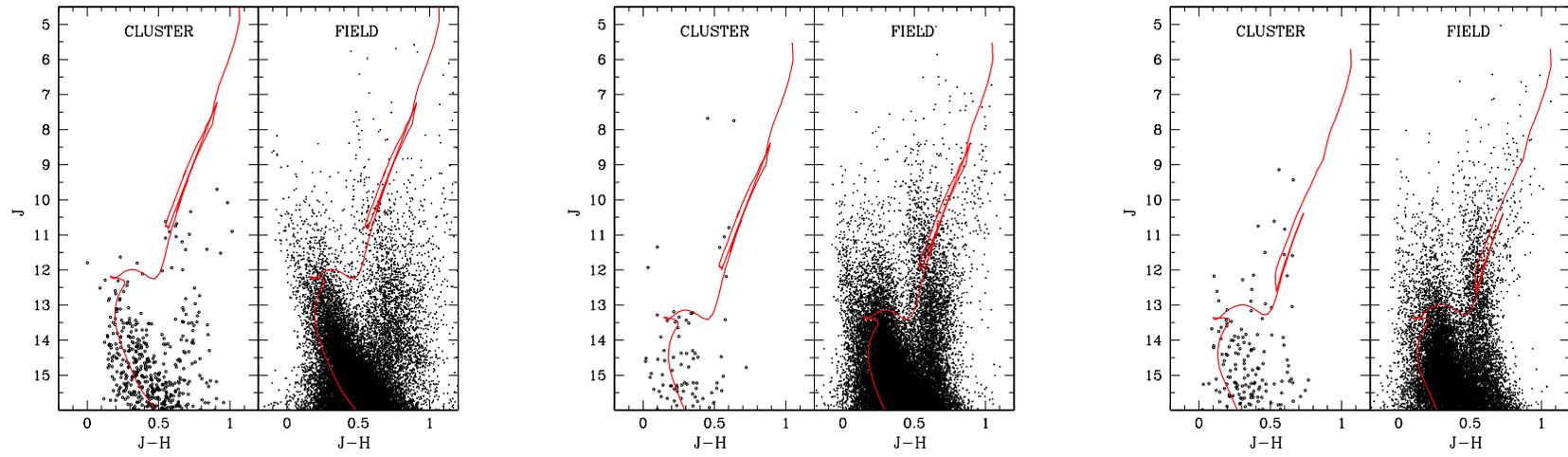


Figura 5.3: CMD de Ruprecht 23, Ruprecht 42 e Ruprecht 57 com as correspondentes isócronas ajustadas pelo método clássico.

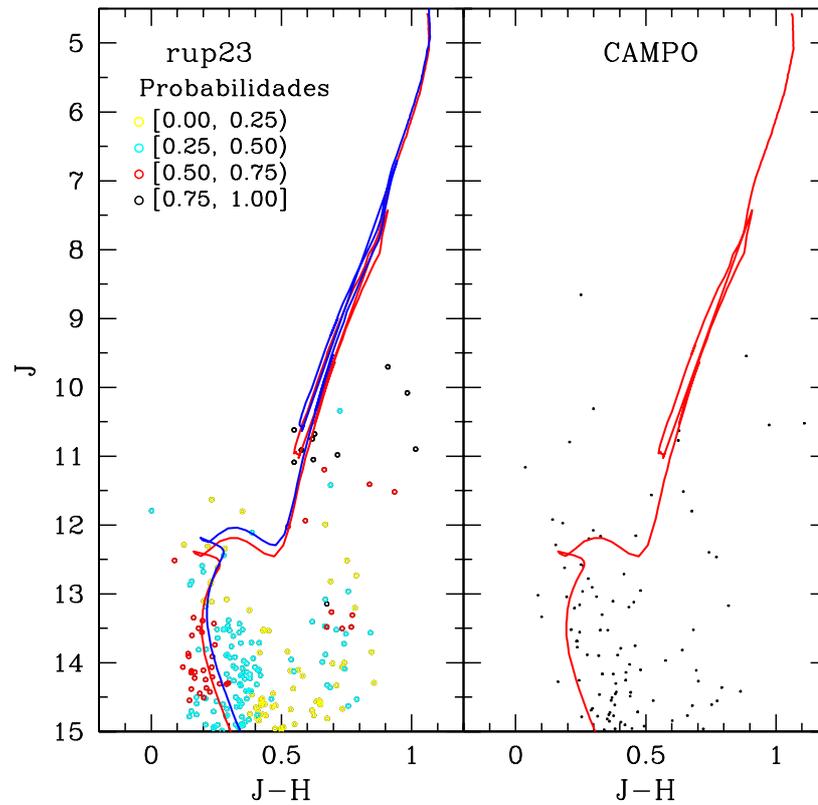


Figura 5.4: À esquerda, o CMD de Ruprecht 23 com as correspondentes isócronas ajustadas pelos métodos clássico (vermelho) e estatístico (azul). À direita, o CMD do campo de mesma área com a isócrona ajustada pelo método clássico.

nesta figura estão apresentadas as probabilidades das estrelas pertencerem ao aglomerado. Além disso, é mostrado um campo de mesma área que a região extraída para obter o CMD do aglomerado. Pode-se observar que o campo contém uma contaminação importante parcialmente superpondo-se à MS e que deve ser levada em conta no ajuste da isócrona. Ao colocar no CMD do campo a isócrona observada pelo método clássico, vemos que estrelas que dirigiram o ajuste a olho realmente poderiam pertencer ao campo, o que é confirmado pela baixa probabilidade atribuída a elas. Portanto, o código consegue distinguir essa situação buscando um ajuste que não seria realizado apenas considerando o aspecto visual do CMD.

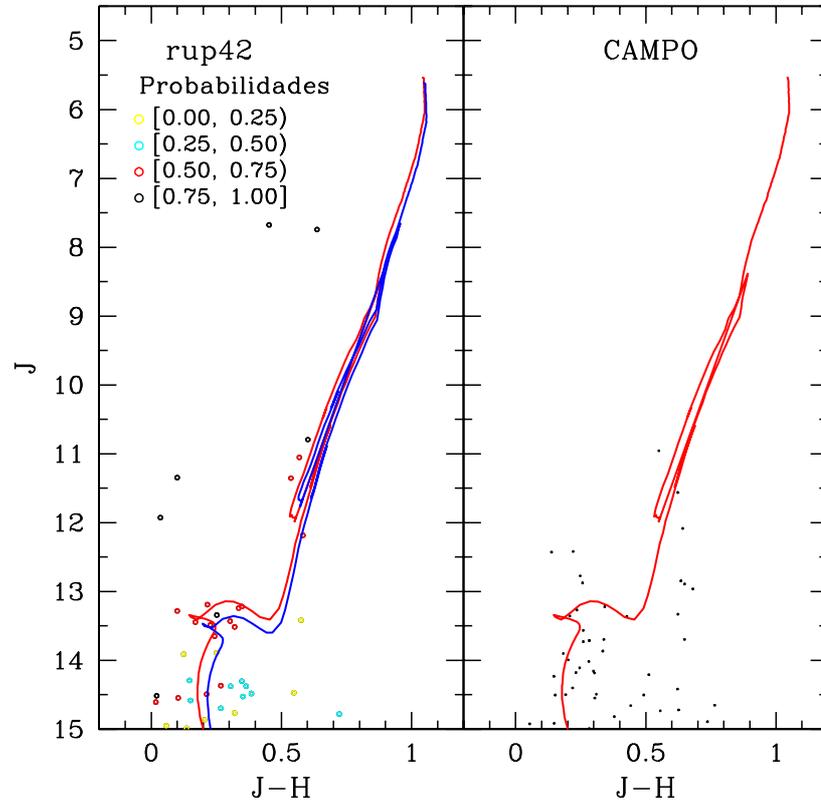


Figura 5.5: O mesmo de 5.4 para Ruprecht 42.

Aglomerado	$\log [\tau(\text{Myr})]$	$(m-M)_0$ (mag)	$E(B-V)$ (mag)
Ruprecht 23	$9.22 \pm 0.09$	$11.37 \pm 0.14$	$0.06 \pm 0.05$
Ruprecht 42	$9.21 \pm 0.07$	$12.58 \pm 0.15$	$0.02 \pm 0.03$
Ruprecht 57	$9.25 \pm 0.04$	$12.80 \pm 0.09$	$0.02 \pm 0.02$

Tabela 5.3: Parâmetros fundamentais obtidos pelo ajuste estatístico de isócronas aos CMDs de Ruprecht 23, Ruprecht 42 e Ruprecht 57.

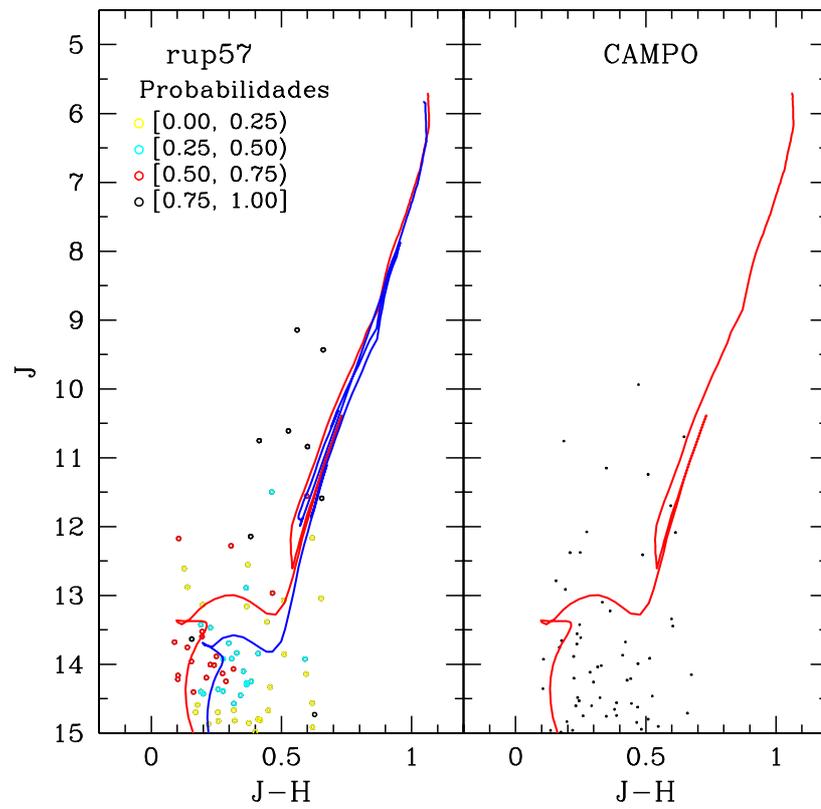


Figura 5.6: O mesmo de 5.4 para Ruprecht 57.

Aglomerado	$\tau$ (Myr)	$d_{\odot}$ (kpc)	$R_c$ (pc)	$R_{RDP}$ (pc)
Ruprecht 23	$1659^{383}_{310}$	$1.9 \pm 0.1$	$0.4 \pm 0.2$	$6 \pm 1.4$
Ruprecht 42	$1622^{283}_{241}$	$3.3 \pm 0.2$	-	$2.7 \pm -$
Ruprecht 57	$1778^{172}_{156}$	$3.6 \pm 0.1$	-	$4.8 \pm -$

Tabela 5.4: Idade, distância e raio do núcleo em unidades absolutas para Ruprecht 23, Ruprecht 42 e Ruprecht 57.

Reunindo os parâmetros fundamentais aos estruturais listados acima, determinamos os valores absolutos de idade, distância e raio do núcleo, este último apenas para Ruprecht 23. Esses resultados finais estão listados na tabela 5.4. Incluímos esses três aglomerados abertos no diagrama diagnóstico da figura 6.1.

Os três aglomerados apresentaram CMDs e RDPs que sugerem que Ruprecht 23, Ruprecht 42 e Ruprecht 57 são aglomerados abertos. Considerando os parâmetros fundamentais e estruturais encontrados para Ruprecht 23, confirmamos que este aglomerado é bem descrito pelo modelo de King. Os outros dois deverão ser objeto de estudo mais detalhado a fim de identificar se a sua estrutura é diferente da considerada pelo modelo de King, em função de suas posições Galácticas, ou se a metodologia utilizada deveria ser adaptada, por exemplo fazendo descontaminação por filtro de cor e/ou usando passos de raio ( $R_{bin}$ ) variáveis.

## Capítulo 6

# Diagramas Diagnósticos

Análises de gráficos de parâmetros estruturais e fundamentais podem ser utilizadas como diagnóstico das propriedades dos aglomerados abertos, bem como inferir seus estados evolutivos (Bonatto & Bica, 2009c,e referências inclusas). Apresentamos na figura 6.1 os Diagramas Diagnósticos sobrepondo aos resultados de Bonatto & Bica (2009c), os nossos obtidos para a amostra inicial de nove aglomerados abertos e Ruprecht 23.

A maior parte da amostra de Bonatto & Bica (2009c) define uma sequência de aglomerados abertos de referência, em geral populosos e próximos. Enquanto que a nossa amostra de 9 aglomerados abertos parece apresentar raios do aglomerado ( $R_{RDP}$ ) e do núcleo ( $R_c$ ) mais expandidos com relação à amostra de referência, as posições de Ruprecht 23 sugerem que ele possui núcleo e tamanho compatíveis com os dos aglomerados de referência de mesma idade.

O painel (a) indica que o aglomerado jovem NGC 1502 é extremamente grande, sugerindo dissolução desse aglomerado, como o Bochum 1 (Bica et al., 2008b), confirmando a análise feita no capítulo 3. Os aglomerados mais velhos encontram-se

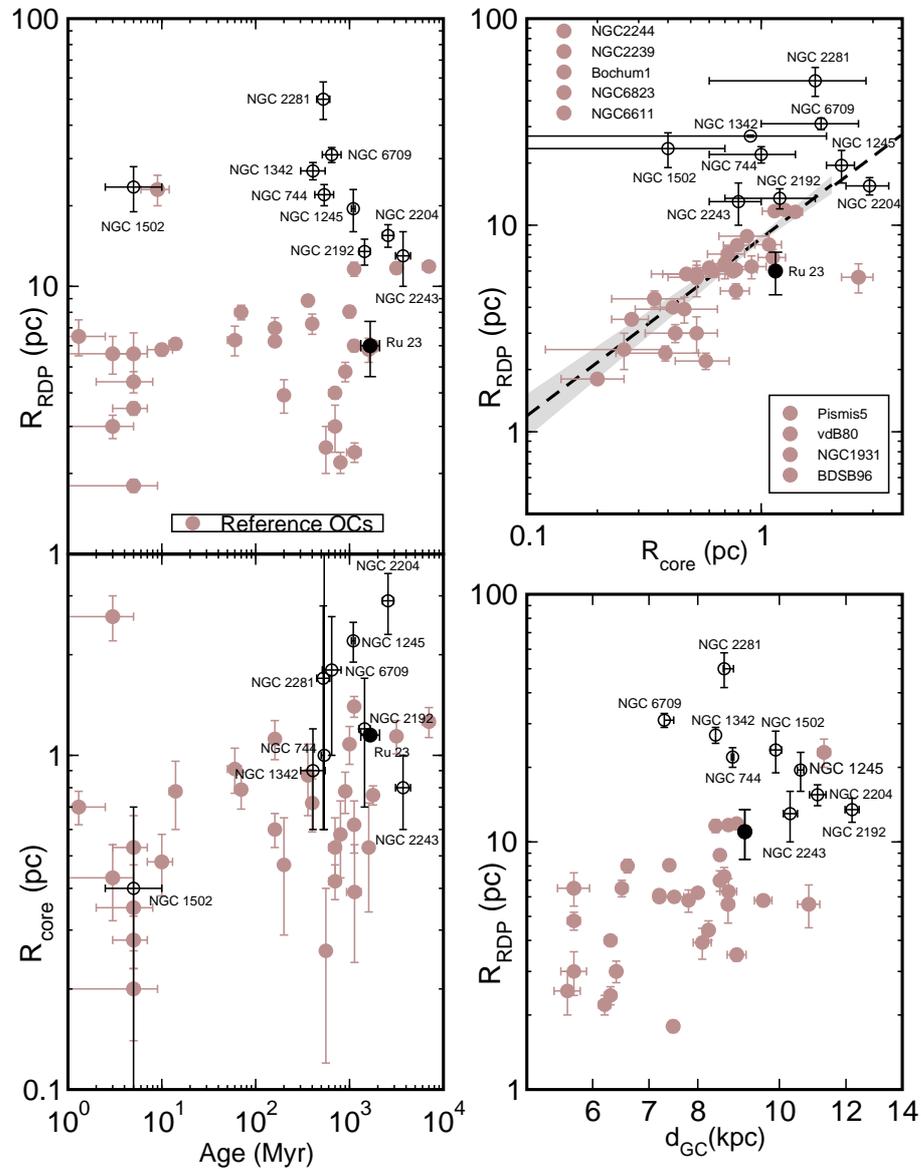


Figura 6.1: Diagramas diagnósticos. Círculos marrons: amostra de referência (Bonatto & Bica, 2009c). Círculos vazados: amostra deste trabalho. Ponto preenchido: Ruprecht 23. Paine (a): dependência do raio de RDP com a idade; Paine (b): dependência do raio do núcleo com a idade; Paine (c): dependência do raio de RDP com o raio do núcleo; Paine (d) dependência do raio de RDP com a distância Galactocêntrica.

próximos aos da amostra de referência de mesma idade enquanto que o restante apresentam tamanhos bem maiores para a suas idades. Ruprecht 23 encontra-se em dimensões similares aos de idade semelhante.

Analisando o painel (b), verificamos que cerca da metade dos aglomerados da nossa amostra possuem raios de núcleo maiores que os da amostra de referência de mesma idade. NGC 1502 possui um núcleo colapsado sugerindo estar dissipando-se. Essas características colocam-no na posição bem distante da reta do painel (c). As características de alta densidade central no RDP de NGC 2281, que indicaram possuir núcleo colapsado (capítulo 3), também são verificadas nos diagramas diagnósticos ao comparar o seu raio de RDP bem acima dos valores de referência e seu raio de núcleo. Da mesma forma, NGC 6709 parece estar expandido mas, considerando a sua baixa densidade central, provavelmente está perdendo estrela devido a interações externas e talvez não chegue a evoluir para a fase do colapso do núcleo, sendo dissovido antes. A tendência do  $R_{RDP}$  de NGC 744 também está em situação similar à de NGC 2281 e NGC 6709, mas seu perfil bem ajustado ao modelo de King indica que este aglomerado esteja em fase de relaxação.

Outro caso interessante da amostra é o de NGC 2204. Este aglomerado aberto é um dos aglomerados de tamanho similar aos da amostra de referência, entretanto seu núcleo está mais expandido com relação aos aglomerados de referência de mesma idade. Esse aglomerado, junto com os outros da amostra mais afastados do centro da Galáxia (NGC 2192, NGC 2243 e NGC 1245) ocupam posições no painel (d) compatíveis com a tendência de tamanhos apresentada pelo aglomerados de referência. Já os outros aglomerados, em posições mais intermediárias, indicam estarem inflados em seus ambientes de marés.

NGC 2192, identificado como um aglomerado estável com boa quantidade de vínculos para o ajuste de isócronas, ocupa posições nos diagramas diagnósticos compatíveis com os aglomerados de referência.

Estes diagramas diagnósticos (figura 6.1) mostram como as inferências de propriedades e evolutivas podem ser desenhadas pela combinação de seus parâmetros estruturais e fundamentais. Os métodos e as ferramentas aqui utilizadas são úteis para estudar nossa vizinhança, a Galáxia e galáxias próximas. O desenvolvimento de automatização, como o experimentado neste estudo, é necessário a médio e longo prazos.

# Capítulo 7

## Considerações Finais

Nosso objetivo foi contribuir para a busca de um método que possibilite a análise homogênea de um grande número de aglomerados visando a descrição da estrutura e evolução do disco da Galáxia.

Esse estudo foi motivado pelas diferenças observadas entre parâmetros obtidos de estudos no óptico e no infravermelho próximo através de diferentes métodos de ajuste de isócronas. Essas diferenças podem ampliar-se com a enorme quantidade de dados sobre aglomerados abertos que serão gerados a partir da nova geração de observatórios virtuais e telescópios gigantes.

Estudamos 10 aglomerados abertos com parâmetros, obtidos no domínio do óptico, já publicados na literatura (BH 132, NGC 744, NGC 1245, NGC 1342, NGC 1502, NGC 2192, NGC 2204, NGC 2243, NGC 2281 e NGC 6709), usando dados do 2MASS e testando uma abordagem estatística. Fizemos o uso de um método estatístico para ajustar isócronas a CMDs como uma forma de refinar o ajuste clássico (a olho). Esse método estatístico envolve a geração de CMDs sintéticos a partir das isócronas de Pádova e usa a estatística de *likelihood* para testá-los. Essa abordagem é composta por uma análise visual inicial e, depois, os resultados desta são utilizados como parâmetros

de entrada para a análise estatística. Testamos o método estatístico usando a metalicidade como um parâmetro constante (no valor encontrado no ajuste clássico) e como um parâmetro livre. Além da metalicidade, obtivemos idade, distância e avermelhamento para os aglomerados estudados.

Em geral, os parâmetros ópticos e infravermelhos concordam dentro de suas incertezas. Entretanto, encontramos algumas diferenças significativas, como as idades mais velhas obtidas para NGC 1342, NGC 6709 e NGC 744. Essas diferenças podem ser explicadas por efeitos de calibração e/ou meteorológicos. Esses efeitos certamente são minimizados nos dados do 2MASS. *Surveys* mais profundos, como o VISTA, e observações com telescópios de 4m podem fornecer mais vínculos para os parâmetros aqui apresentados.

A associação de análises de RDP e CMD no presente trabalho permite caracterizar a estrutura dos aglomerados da amostra, que correspondem aos tipicamente presentes nos catálogos WEBDA e DAML02. Embora os modelos de King ajustem a maioria dos aglomerados da amostra, detectamos alguns desvios. O aglomerado aberto velho NGC 2281 parece estar em estágio de núcleo pós-colapsado. NGC 1245 e NGC 1342 apresentam perfis com características de estágios dinâmicos evoluídos. O aglomerado aberto jovem NGC 1502 é provavelmente instável.

Aplicamos a metodologia deste trabalho também a aglomerados não estudados (Ruprecht 23, Ruprecht 42 e Ruprecht 57), mantendo a metalicidade constante. O método estatístico conseguiu detectar as contaminações de campo presentes na sequência principal do CMD dos aglomerados, encontrando os parâmetros fundamentais para os mesmos. Os parâmetros estruturais puderam ser determinados pela primeira vez apenas para Ruprecht 23. Combinando os parâmetros estruturais com os fundamentais, identificamos que este aglomerado aberto é relativamente velho e em estágio evolutivo descrito pelo modelo de King.

## 7.1 Perspectivas de Estudos Futuros

Em estudos futuros, pretendemos continuar a análise de aglomerados abertos usando os métodos desta tese. Poderemos, por exemplo, incorporar estrelas de PMS permitindo o estudo de um grande número de aglomerados desse tipo, alguns já descritos na literatura (e.g. Bonatto & Bica 2009b). Também parece ser necessário a realização de uma segunda interação do método estatístico tomando dessa vez a solução da primeira interação como parâmetros de entrada e, talvez, utilizando intervalos menores em torno desses valores. Isso permitiria avaliar melhor os espaços de parâmetros com a solução melhor centrada (figuras 4.3 a 4.10).

A utilização de outras técnicas independentes de determinação de parâmetros (espectroscopia, movimentos próprios e análise de membros mais débeis, como anãs brancas) poderiam diminuir as incertezas dos parâmetros. À medida que surgirem dados mais profundos e completos dos aglomerados em direções densas na Galáxia, pretendemos retomar o estudo desta amostra incluindo determinações da função de massa, buscando obter mais vínculos para o diagnóstico de estágios dinâmicos. Também pretendemos utilizar os dados do VISTA na reanálise de aglomerados abertos desta amostra, e na análise de outros aglomerados abertos e embebidos.

É importante ampliar o estudo para outros aglomerados Galácticos e também das Nuvens de Magalhães usando dados existentes, bem como os da nova geração de telescópios em terra e espaciais. Esses últimos também permitirão que avancemos no estudo de aglomerados no Grupo Local. O presente método contribui para a necessária automatização da análise do extraordinário fluxo de dados de aglomerados abertos que enfrentaremos a médio e longo prazos.

# Referências

- [1] AHUMADA, J.; LAPASSET, E. Catalogue of blue stragglers in open clusters. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 109, p. 375–382, Feb. 1995.
- [2] AHUMADA, J. A.; LAPASSET, E. New catalogue of blue stragglers in open clusters. **Astronomy and Astrophysics**, v. 463, p. 789–797, Feb. 2007.
- [3] ALTER, G.; BALAZS, B.; RUPRECHT, J.; VANYSEK, J. **Catalogue of star clusters and associations**: 1970.
- [4] ANTHONY-TWAROG, B. J.; ATWELL, J.; TWAROG, B. A. uvbyCaH $\beta$  CCD Photometry of Clusters. V. The Metal-Deficient Open Cluster NGC 2243. **Astronomical Journal**, v. 129, p. 872–887, Feb. 2005.
- [5] BAUMGARDT, H.; MAKINO, J. Dynamical evolution of star clusters in tidal fields. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 340, p. 227–246, Mar. 2003.
- [6] BICA, E.; BONATTO, C.; BLUMBERG, R. Faint open clusters with 2MASS: BH 63, Lyngå 2, Lyngå 12 and King 20. **Astronomy and Astrophysics**, v. 460, p. 83–92, Dec. 2006.
- [7] BICA, E.; BONATTO, C.; CAMARGO, D. Probing FSR star cluster candidates in bulge/disc directions with 2MASS colour-magnitude diagrams. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 385, p. 349–360, Mar. 2008a.
- [8] BICA, E.; BONATTO, C.; DUTRA, C. M. Investigating the borderline between a young star cluster and a small stellar association: a test case with Bochum 1. **Astronomy and Astrophysics**, v. 489, p. 1129–1140, Oct. 2008b.

- [9] BICA, E.; DUTRA, C. M.; SOARES, J.; BARBUY, B. New infrared star clusters in the Northern and Equatorial Milky Way with 2MASS. **Astronomy and Astrophysics**, v. 404, p. 223–232, Jun. 2003.
- [10] BONATTO, C.; BICA, E. Detailed analysis of open clusters: A mass function break and evidence of a fundamental plane. **Astronomy and Astrophysics**, v. 437, p. 483–500, Jul. 2005.
- [11] BONATTO, C.; BICA, E. Methods for improving open cluster fundamental parameters applied to M 52 and NGC 3960. **Astronomy and Astrophysics**, 2006.
- [12] BONATTO, C.; BICA, E. Old open clusters in the inner Galaxy: FSR1744, FSR89 and FSR31. **Astronomy and Astrophysics**, 2007a.
- [13] BONATTO, C.; BICA, E. Open clusters in dense fields: the importance of field-star decontamination for NGC 5715, Lyngå 4, Lyngå 9, Trumpler 23, Trumpler 26 and Czernik 37. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, 2007b.
- [14] BONATTO, C.; BICA, E. Exploring FSR open cluster candidates within  $\|\Delta\ell\| = 20^{\text{deg}}$  of the Galactic anticentre. **Astronomy and Astrophysics**, v. 485, p. 81–93, Jul. 2008.
- [15] BONATTO, C.; BICA, E. Investigating the age and structure of the infrared old open clusters LK1, LK10, FSR1521 and FSR1555. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, 2009a.
- [16] BONATTO, C.; BICA, E. Probing the age and structure of the nearby very young open clusters NGC2244 and 2239. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, 2009b.
- [17] BONATTO, C.; BICA, E. The nature of the young and low-mass open clusters Pismis5, vdB80, NGC1931 and BDSB96. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, 2009c.
- [18] BONATTO, C.; BICA, E.; GIRARDI, L. Theoretical isochrones compared to 2MASS observations: Open clusters at nearly solar metallicity. **Astronomy and Astrophysics**, v. 415, p. 571–576, Feb. 2004.

- [19] BONATTO, C.; KERBER, L. O.; BICA, E.; SANTIAGO, B. X. Probing disk properties with open clusters. **Astronomy and Astrophysics**, 2006.
- [20] BOUTLOUKOS, S. G.; LAMERS, H. J. G. L. M. Star cluster formation and disruption time-scales - I. An empirical determination of the disruption time of star clusters in four galaxies. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 338, p. 717–732, Jan. 2003.
- [21] BRESSAN, A.; BERTELLI, G.; CHIOSI, C. Evolutionary tracks and color magnitude diagrams. In: NEW ASPECTS OF MAGELLANIC CLOUD RESEARCH, B. Baschek, & J. Lequeux, G. Klare, editor, p. 352–361, 1993.
- [22] BURKE, C. J.; DEPOY, D. L.; GAUDI, B. S.; MARSHALL, J. L. Survey for transiting extrasolar planets in stellar systems (stepss): The frequency of planets in ngc 1245. In: SCIENTIFIC FRONTIERS IN RESEARCH ON EXTRASOLAR PLANETS, Seager, D. Deming & S., editor, p. 379–382, 2003.
- [23] BURKE, C. J.; GAUDI, B. S.; DEPOY, D. L.; POGGE, R. W.; PINSON-NEAULT, M. H. Survey for Transiting Extrasolar Planets in Stellar Systems. I. Fundamental Parameters of the Open Cluster NGC 1245. **Astronomical Journal**, v. 127, p. 2382–2397, Apr. 2004.
- [24] BURKI, G. Non-uniform extinction in open star clusters and dispersion of the photometric sequences. **Astronomy and Astrophysics**, v. 43, p. 37–44, Sep. 1975.
- [25] CARDELLI, J. A.; CLAYTON, G. C.; MATHIS, J. S. The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction. **Astrophysical Journal**, v. 345, p. 245–256, Oct. 1989.
- [26] CARRARO, G.; PATAT, F. CCD BV photometry of the intermediate age open cluster GC 1245. **Astronomy and Astrophysics**, v. 289, p. 397–403, Sep. 1994.
- [27] CHAMBLISS, C. R. Eclipsing binaries in multiple-star systems. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 104, p. 663–677, Aug. 1992.
- [28] CHEN, L.; HOU, J. L.; WANG, J. J. On the Galactic Disk Metallicity Distribution from Open Clusters. I. New Catalogs and Abundance Gradient. **Astronomical Journal**, v. 125, p. 1397–1406, Mar. 2003.

- [29] CHINCARINI, G. L'ammasso galattico NGC 1245. **Memorie della Societa Astronomica Italiana**, v. 35, p. 133–+, Oct. 1964.
- [30] DE LA FUENTE MARCOS, R. The initial mass function and the dynamical evolution of open clusters. IV. Realistic systems. **Astronomy and Astrophysics**, v. 322, p. 764–777, Jun. 1997.
- [31] DE LA FUENTE MARCOS, R. Searching for open cluster remnants. **Astronomy and Astrophysics**, v. 333, p. L27–L30, May 1998.
- [32] DE LA FUENTE MARCOS, R.; DE LA FUENTE MARCOS, C. On the recent star formation history of the Milky Way disk. **New Astronomy**, v. 9, p. 475–502, Jul. 2004.
- [33] DIAS, W. S.; ALESSI, B. S.; MOITINHO, A.; LÉPINE, J. R. D. New catalogue of optically visible open clusters and candidates. **Astronomy and Astrophysics**, v. 389, p. 871–873, Jul. 2002.
- [34] DUTRA, C. M.; BICA, E.; SOARES, J.; BARBUY, B. New infrared star clusters in the southern Milky Way with 2MASS. **Astronomy and Astrophysics**, v. 400, p. 533–539, Mar. 2003.
- [35] FRIEL, E. D. The Old Open Clusters Of The Milky Way. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 33, p. 381–414, 1995.
- [36] FRIEL, E. D. Open Clusters as a Record of the Past. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 265, p. 271–278, Jul. 1999.
- [37] FROEBRICH, D.; MEUSINGER, H.; SCHOLZ, A. NTT follow-up observations of star cluster candidates from the FSR catalogue. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 390, p. 1598–1618, Nov. 2008.
- [38] FROEBRICH, D.; SCHOLZ, A.; RAFTERY, C. L. Infrared star clusters with  $|b|20^\circ$  (Froebrich+, 2007). **VizieR Online Data Catalog**, v. 837, p. 40399, Aug. 2007.
- [39] FROGEL, J. A.; TWAROG, B. A. Faint stellar photometry in clusters. I - NGC 2204 and E3. **Astrophysical Journal**, v. 274, p. 270–285, Nov. 1983.

- [40] GALLART, C.; ZOCCALI, M.; APARICIO, A. The Adequacy of Stellar Evolution Models for the Interpretation of the Color-Magnitude Diagrams of Resolved Stellar Populations. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 43, p. 387–434, Sep. 2005.
- [41] GIRARDI, L.; BERTELLI, G.; BRESSAN, A.; CHIOSI, C.; GROENEWEGEN, M. A. T.; MARIGO, P.; SALASNICH, B.; WEISS, A. Theoretical isochrones in several photometric systems. I. Johnson-Cousins-Glass, HST/WFPC2, HST/NICMOS, Washington, and ESO Imaging Survey filter sets. **Astronomy and Astrophysics**, v. 391, p. 195–212, Aug. 2002.
- [42] GIRARDI, L.; BRESSAN, A.; BERTELLI, G.; CHIOSI, C. 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. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 141, p. 371–383, Feb. 2000.
- [43] GLASPEY, J. W. A spectroscopic study of the open cluster NGC 2281. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 99, p. 1089–1092, Oct. 1987.
- [44] GROCHOLSKI, A. J.; SARAJEDINI, A. WIYN Open Cluster Study - XVI. Optical/infrared photometry and comparisons with theoretical isochrones. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 345, p. 1015–1029, Nov. 2003.
- [45] HAWARDEN, T. G. NGC 2204: an old open cluster in the halo. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 174, p. 225–239, Jan. 1976.
- [46] HERNANDEZ, X.; VALLS-GABAUD, D. A robust statistical estimation of the basic parameters of single stellar populations - I. Method. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 383, p. 1603–1618, Feb. 2008.
- [47] HERNANDEZ, X.; VALLS-GABAUD, D.; GILMORE, G. Deriving star formation histories: inverting Hertzsprung-Russell diagrams through a variational calculus maximum likelihood method. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 304, p. 705–719, Apr. 1999.

- [48] HERNANDEZ, X.; VALLS-GABAUD, D.; GILMORE, G. The recent star formation history of the Hipparcos solar neighbourhood. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 316, p. 605–612, Aug. 2000.
- [49] HOAG, A. A.; JOHNSON, H. L.; IRIARTE, B.; MITCHELL, R. I.; HALLAM, K. L.; SHARPLESS, S. Photometry of stars in galactic cluster fields. **Publications of the U.S. Naval Observatory Second Series**, v. 17, p. 343–542, 1961.
- [50] HODAPP, K.-W. Star formation in young embedded clusters: New observational results using near-infrared detector arrays. **Infrared Physics and Technology**, v. 35, p. 167–174, Mar. 1994.
- [51] HOHLE, M. M.; EISENBEISS, T.; MUGRAUER, M.; FREISTETTER, F.; MOUALLA, M.; NEUHÄUSER, R.; RAETZ, S.; SCHMIDT, T. O. B.; TETZLAFF, N.; VAŇKO, M. Photometric study of the OB star clusters NGC 1502 and NGC 2169 and mass estimation of their members at the University Observatory Jena. **Astronomische Nachrichten**, v. 330, p. 511, May 2009.
- [52] HOU, J.-L.; CHANG, R.-X.; CHEN, L. Abundance Gradient from Open Clusters and Implications for the Galactic Disk Evolution. **Chinese Journal of Astronomy and Astrophysics**, v. 2, p. 17–32, Feb. 2002.
- [53] KASSIS, M.; JANES, K. A.; FRIEL, E. D.; PHELPS, R. L. Deep CCD Photometry of Old Open Clusters. **Astronomical Journal**, v. 113, p. 1723–1732, May 1997.
- [54] KERBER, L. O.; SANTIAGO, B. X. Efeitos do binarismo não resolvido na determinação da função de massa de aglomerados. **Bulletin of the Astronomical Society of Brazil**, v. 23, p. 190–190, Aug. 2003.
- [55] KERBER, L. O.; SANTIAGO, B. X. Physical parameters of rich LMC clusters from modeling of deep HST colour-magnitude diagrams. **Astronomy and Astrophysics**, v. 435, p. 77–93, May 2005.
- [56] KERBER, L. O.; SANTIAGO, B. X. Mass segregation in rich LMC clusters from modelling of deep HST colour-magnitude diagrams. **Astronomy and Astrophysics**, v. 452, p. 155–162, Jun. 2006.

- [57] KERBER, L. O.; SANTIAGO, B. X.; BROCATO, E. Physical parameters of 15 intermediate-age LMC clusters from modelling of HST colour-magnitude diagrams. **Astronomy and Astrophysics**, v. 462, p. 139–156, Jan. 2007.
- [58] KERBER, L. O.; SANTIAGO, B. X.; CASTRO, R.; VALLS-GABAUD, D. Analysis of colour-magnitude diagrams of rich LMC clusters: NGC 1831. **Astronomy and Astrophysics**, v. 390, p. 121–132, Jul. 2002.
- [59] KHALISI, E.; AMARO-SEOANE, P.; SPURZEM, R. A comprehensive NBODY study of mass segregation in star clusters: energy equipartition and escape. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 374, p. 703–720, Jan. 2007.
- [60] KHARCHENKO, N. V.; PISKUNOV, A. E.; RÖSER, S.; SCHILBACH, E.; SCHOLZ, R.-D. Astrophysical parameters of Galactic open clusters. **Astronomy and Astrophysics**, v. 438, p. 1163–1173, Aug. 2005.
- [61] KING, I. The structure of star clusters. I. an empirical density law. **Astronomical Journal**, v. 67, p. 471, Oct. 1962.
- [62] KING, I. R. The structure of star clusters. III. Some simple dynamical models. **Astronomical Journal**, 1966a.
- [63] KING, I. R. The structure of star clusters. IV. Photoelectric surface photometry in nine globular clusters. **Astronomical Journal**, 1966b.
- [64] KOPOSOV, S. E.; GLUSHKOVA, E. V.; ZOLOTUKHIN, I. Y. Automated search for Galactic star clusters in large multiband surveys. I. Discovery of 15 new open clusters in the Galactic anticenter region. **Astronomy and Astrophysics**, v. 486, p. 771–777, Aug. 2008.
- [65] KRUSBERG, Z. A. C.; CHABOYER, B. UBVI CCD Photometry of the Old Open Cluster Berkeley 17. **Astronomical Journal**, v. 131, p. 1565–1573, Mar. 2006.
- [66] KURUCZ, R. L. Atomic and diatomic molecular opacities for atmospheres and envelopes. In: BULLETIN OF THE AMERICAN ASTRONOMICAL SOCIETY, p. 779, 1992.

- [67] LADA, C. J.; LADA, E. A. Embedded Clusters in Molecular Clouds. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 41, p. 57–115, 2003.
- [68] LAMERS, H. J. G. L. M.; GIELES, M.; BASTIAN, N.; BAUMGARDT, H.; KHARCHENKO, N. V.; PORTEGIES ZWART, S. An analytical description of the disruption of star clusters in tidal fields with an application to Galactic open clusters. **Astronomy and Astrophysics**, v. 441, p. 117–129, Oct. 2005a.
- [69] LAMERS, H. J. G. L. M.; GIELES, M.; PORTEGIES ZWART, S. F. Disruption time scales of star clusters in different galaxies. **Astronomy and Astrophysics**, v. 429, p. 173–179, Jan. 2005b.
- [70] LORENZ, R.; MAYER, P.; DRECHSEL, H. SZ Camelopardalis - an early-type eclipsing binary embedded in a multiple system. **Astronomy and Astrophysics**, v. 332, p. 909–927, Apr. 1998.
- [71] LYNGÅ, G. The lund catalogue of open cluster data. In: EUROPEAN SOUTHERN OBSERVATORY ASTROPHYSICS SYMPOSIA, Heck, F. Murtagh & A., editor, p. 379–382, 1988.
- [72] LYNGÅ, G. Open Cluster Data 5th Edition (Lynga 1987). **VizieR Online Data Catalog**, v. 7092, p. 0, Feb. 1995.
- [73] MACIEJEWSKI, G.; NIEDZIELSKI, A. CCD BV survey of 42 open clusters. **Astronomy and Astrophysics**, v. 467, p. 1065–1074, Jun. 2007.
- [74] MACIEL, W. J.; LAGO, L. G.; COSTA, R. D. D. An estimate of the time variation of the abundance gradient from planetary nebulae. II. Comparison with open clusters, cepheids and young objects. **Astronomy and Astrophysics**, v. 433, p. 127–135, Apr. 2005.
- [75] MATHIS, J. S. Interstellar dust and extinction. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 28, p. 37–70, 1990.
- [76] MERMILLIOD, J.-C.; MAYOR, M. Red giants in open clusters. XII. Six old open clusters NGC 2112, 2204, 2243, 2420, 2506, 2682. **Astronomy and Astrophysics**, v. 470, p. 919–926, Aug. 2007.
- [77] MERMILLIOD, J.-C.; PAUNZEN, E. Analysing the database for stars in open clusters. I. General methods and description of the data. **Astronomy and Astrophysics**, v. 410, p. 511–518, Nov. 2003.

- [78] MIGHELL, K. J. Parameter Estimation in Astronomy with Poisson-distributed Data. I. The  $\chi^2$ -gamma Statistic. **Astrophysical Journal**, v. 518, p. 380–393, Jun. 1999.
- [79] NAYLOR, T.; JEFFRIES, R. D. A maximum-likelihood method for fitting colour-magnitude diagrams. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 373, p. 1251–1263, Dec. 2006.
- [80] OLIVEIRA FILHO, K. S.; SARAIVA, M. F. O. **Astronomia e Astrofísica**: 2000.
- [81] PARK, H. S.; LEE, M. G. UBVI charge-coupled device photometry of two old open clusters NGC 1798 and 2192. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 304, p. 883–892, Apr. 1999.
- [82] PAUNZEN, E.; NETOPIL, M. On the current status of open-cluster parameters. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 371, p. 1641–1647, Oct. 2006.
- [83] PAUNZEN, E.; NETOPIL, M.; ILIEV, I. K.; MAITZEN, H. M.; CLARET, A.; PINTADO, O. I. CCD photometric search for peculiar stars in open clusters. VI. NGC 1502, NGC 3105, Stock 16, NGC 6268, NGC 7235 and NGC 7510. **Astronomy and Astrophysics**, v. 443, p. 157–162, Nov. 2005.
- [84] PAVANI, D. B.; BICA, E. Characterization of open cluster remnants. **Astronomy and Astrophysics**, v. 468, p. 139–150, Jun. 2007.
- [85] PAVANI, D. B.; BICA, E.; AHUMADA, A. V.; CLARÍA, J. J. Ruprecht 3: An old star cluster remnant? **Astronomy and Astrophysics**, v. 399, p. 113–120, Feb. 2003.
- [86] PAVANI, D. B.; BICA, E.; DUTRA, C. M.; DOTTORI, H.; SANTIAGO, B. X.; CARRANZA, G.; DÍAZ, R. J. Open clusters or their remnants: B and V photometry of NGC 1901 and NGC 1252. **Astronomy and Astrophysics**, v. 374, p. 554–563, Aug. 2001.
- [87] PEÑA, J. H.; PENICHE, R.; BRAVO, H.; YAM, O. uvby- $\beta$  photometry of open clusters. II. NGC 1342. **Revista Mexicana de Astronomia y Astrofísica**, v. 28, p. 7–16, Apr. 1994.

- [88] PERRYMAN, M. A. C.; LINDEGREN, L.; KOVALEVSKY, J.; HOEG, E.; BASTIAN, U.; BERNACCA, P. L.; CRÉZÉ, M.; DONATI, F.; GRENON, M.; VAN LEEUWEN, F.; VAN DER MAREL, H.; MIGNARD, F.; MURRAY, C. A.; LE POOLE, R. S.; SCHRIJVER, H.; TURON, C.; ARENOU, F.; FROESCHLÉ, M.; PETERSEN, C. S. The HIPPARCOS Catalogue. **Astronomy and Astrophysics**, v. 323, p. L49–L52, Jul. 1997.
- [89] PISKUNOV, A. E.; KHARCHENKO, N. V.; RÖSER, S.; SCHILBACH, E.; SCHOLZ, R.-D. Revisiting the population of Galactic open clusters. **Astronomy and Astrophysics**, v. 445, p. 545–565, Jan. 2006.
- [90] PISKUNOV, A. E.; SCHILBACH, E.; KHARCHENKO, N. V.; RÖSER, S.; SCHOLZ, R.-D. Towards absolute scales for the radii and masses of open clusters. **Astronomy and Astrophysics**, v. 468, p. 151–161, Jun. 2007.
- [91] PISKUNOV, A. E.; SCHILBACH, E.; KHARCHENKO, N. V.; RÖSER, S.; SCHOLZ, R.-D. Tidal radii and masses of open clusters. **Astronomy and Astrophysics**, v. 477, p. 165–172, Jan. 2008.
- [92] PURGATHOFER, A. Dreifarbenphotometrie der offenen Sternhaufen NGC 1502, 1807 und 1817. Mit 9 Textabbildungen. **Zeitschrift für Astrophysik**, v. 52, p. 186, 1961.
- [93] ROZYCZKA, M.; KALUZNY, J.; KRZEMINSKI, W.; MAZUR, B. Variable Stars in the Field of the Open Cluster NGC2204. **Acta Astronomica**, v. 57, p. 323–329, Dec. 2007.
- [94] RUPRECHT, J.; BALAZS, B. A.; WHITE, R. E. **Catalogue of star clusters and associations. Supplement 1. Part A: Introduction; Supplement 1. Part B1: New data for open clusters; Part B2: New data for associations, globular clusters and extragalactic objects**: 1981.
- [95] SAHA, P. A Method for Comparing Discrete Kinematic Data and N-Body Simulations. **Astronomical Journal**, v. 115, p. 1206–1211, Mar. 1998.
- [96] SALARIS, M.; WEISS, A.; PERCIVAL, S. M. The age of the oldest Open Clusters. **Astronomy and Astrophysics**, v. 414, p. 163–174, Jan. 2004.
- [97] SALPETER, E. E. The Luminosity Function and Stellar Evolution. **Astrophysical Journal**, v. 121, p. 161, Jan. 1955.

- [98] SANTOS, J. F. C., JR.; BONATTO, C.; BICA, E. Structure and stellar content analysis of the open cluster M 11 with 2MASS photometry. **Astronomy and Astrophysics**, v. 442, p. 201–209, Oct. 2005.
- [99] SARAJEDINI, A.; MILONE, A. A. E.; LOWE, C. R. Ccd photometry for the open cluster ngc 1342. In: BULLETIN OF THE AMERICAN ASTRONOMICAL SOCIETY, p. 881, 1995.
- [100] SCHILD, R.; ROMANISHIN, W. A study of Be stars in clusters. **Astrophysical Journal**, v. 204, p. 493–501, Mar. 1976.
- [101] SCHLEGEL, D. J.; FINKBEINER, D. P.; DAVIS, M. Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds. **Astrophysical Journal**, v. 500, p. 525, Jun. 1998.
- [102] SEKIGUCHI, M.; FUKUGITA, M. A Study of the B-V Color-Temperature Relation. **Astronomical Journal**, v. 120, p. 1072–1084, Aug. 2000.
- [103] SIESS, L.; DUFOUR, E.; FORESTINI, M. An internet server for pre-main sequence tracks of low- and intermediate-mass stars. **Astronomy and Astrophysics**, v. 358, p. 593–599, Jun. 2000.
- [104] SKRUTSKIE, M. F.; CUTRI, R. M.; STIENING, R.; WEINBERG, M. D.; SCHNEIDER, S.; CARPENTER, J. M.; BEICHMAN, C.; CAPPS, R.; CHESTER, T.; ELIAS, J.; HUCHRA, J.; LIEBERT, J.; LONSDALE, C.; MONET, D. G.; PRICE, S.; SEITZER, P.; JARRETT, T.; KIRKPATRICK, J. D.; GIZIS, J. E.; HOWARD, E.; EVANS, T.; FOWLER, J.; FULLMER, L.; HURT, R.; LIGHT, R.; KOPAN, E. L.; MARSH, K. A.; MCCALLON, H. L.; TAM, R.; VAN DYK, S.; WHEELOCK, S. The Two Micron All Sky Survey (2MASS). **Astronomical Journal**, v. 131, p. 1163–1183, Feb. 2006.
- [105] SKRUTSKIE, M. F.; SCHNEIDER, S. E.; STIENING, R.; STROM, S. E.; WEINBERG, M. D.; BEICHMAN, C.; CHESTER, T.; CUTRI, R.; LONSDALE, C.; ELIAS, J.; ELSTON, R.; CAPPS, R.; CARPENTER, J.; HUCHRA, J.; LIEBERT, J.; MONET, D.; PRICE, S.; SEITZER, P. The two micron all sky survey (2mass): Overview and status. In: THE IMPACT OF LARGE SCALE NEAR-IR SKY SURVEYS, F. Garzon, A. Omont B. Burton & P. Persi, N. Epchtein, editor, p. 25, 1997.

- [106] SOARES, J.B.; BICA, E.; AHUMADA, A.V.; CLARIÁ, J.J. Near infrared photometric and optical spectroscopic study of 22 low mass star clusters embedded in nebulae. **Astronomy and Astrophysics**, v. 478, p. 419–427, Feb. 2008.
- [107] SOWELL, J. R. Yellow evolved stars in open clusters. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 64, p. 241–267, May 1987.
- [108] SPITZER, L., JR. The stability of isolated clusters. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 100, p. 396, Mar. 1940.
- [109] STRAIŽYS, V.; LAUGALYS, V. **Young Stars and Clouds in Camelopardalis**, p. 294. Dec. 2008.
- [110] SUBRAMANIAM, A. NGC 1245 - an intermediate age open cluster. **Bulletin of the Astronomical Society of India**, v. 31, p. 49–64, 2003.
- [111] SUBRAMANIAM, A.; SAGAR, R. Multicolor CCD Photometry and Stellar Evolutionary Analysis of NGC 1907, NGC 1912, NGC 2383, NGC 2384, and NGC 6709 Using Synthetic Color-Magnitude Diagrams. **Astronomical Journal**, v. 117, p. 937–961, Feb. 1999.
- [112] TAPIA, M.; COSTERO, R.; ECHEVARRIA, J.; ROTH, M. Near-infrared and Stromgren photometry of the open clusters NGC 663, NGC 1502 and NGC 1893. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 253, p. 649–661, Dec. 1991.
- [113] TAPIA, M. T.; SCHUSTER, W. J.; MICHEL, R.; C. CHAVARRÍA-K., ; DIAS, W. S.; VÁZQUEZ, R.; MOITINHO, A. UBV(RI)<sub>C</sub> photometry of the open clusters Be 15, Be 80 and NGC 2192. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 401, p. 621–632, Jan. 2010.
- [114] TAS, G.; EVREN, S.; OZDARCAN, O.; DAL, H. A.; SIPAHI, E. New Photometry of Blue Stragglers in Four Galactic Open Clusters. **Information Bulletin on Variable Stars**, v. 5879, p. 1, Mar. 2009.
- [115] TRAGER, S. C.; KING, I. R.; DJORGOVSKI, S. Catalogue of Galactic globular-cluster surface-brightness profiles. **Astronomical Journal**, v. 109, p. 218–241, Jan. 1995.

- [116] TRENTI, M. Dynamical evolution of star clusters with intermediate mass black holes and primordial binaries. In: IAU SYMPOSIUM, E. Vesperini, & A. Sills, M. Giersz, editor, p. 256–260, 2008.
- [117] TUTUKOV, A. V. Early Stages of Dynamical Evolution of Star Cluster Models. **Astronomy and Astrophysics**, v. 70, p. 57, Nov. 1978.
- [118] VASILEVSKIS, S.; BALZ, A. G. A. Relative proper motions of stars in the region of the open cluster NGC 2281. **Astronomical Journal**, v. 64, p. 170–174, Jun. 1959.
- [119] VERGELY, J.-L.; KÖPPEN, J.; EGRET, D.; BIENAYMÉ, O. An inverse method to interpret colour-magnitude diagrams. **Astronomy and Astrophysics**, v. 390, p. 917–929, Aug. 2002.
- [120] WEE, S.-O.; LEE, M. G. Washington CCD Photometry of the Old Open Cluster NGC 1245. **Journal of Korean Astronomical Society**, v. 29, p. 181–194, Oct. 1996.