

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

Thais dos Santos Silva

Caracterização de Aglomerados Estelares Jovens

São Paulo

2010

Livros Grátis

<http://www.livrosgratis.com.br>

Milhares de livros grátis para download.

Thais dos Santos Silva

Caracterização de Aglomerados Estelares Jovens

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

Área de Concentração: Astronomia

Orientadora: Prof^a. Dr^a. Jane Cristina Gregorio Hetem

São Paulo

2010

À minha família.

Agradecimentos

À minha família: Germínio Tomaz e Gabriel Tomaz, em especial a minha mãe Maria de Lourdes, pelo apoio, incentivo e compreensão.

À Professora Jane G. Hetem, por acreditar em mim e confiar no meu trabalho, por todas as oportunidades que me proporcionou desde a iniciação científica, em 2005;

À Professora Vera Jatenco por corrigir meus relatórios e apontar as minhas falhas;

Aos Pesquisadores Jacques Lépine, Ruth Gruenwald, Sergio Scarano, Wagner Barbosa e Wilton Dias pelas contribuições ao longo destes anos ;

Ao Marcel Figueredo por estar ao meu lado, sempre me ajudar e pelos ensinamentos computacionais que foram essenciais para o desenvolvimento deste trabalho;

Aos colegas Beatriz Soares, Bruno Dias, Fernanda Urrutia, Francisco Maia, Gabriel Barros, Lucas Mafia, Marcus Vinícius, Oscar Cavichia, Tatiana Zapata e Thiago Caetano pela disponibilidade, paciência e contribuição para a realização deste trabalho.

Aos colegas Aiara Gomes, Carlos Braga, Eduardo Ines, Felipe Andrade, Frédéric Poidevin, Marcia Leão, Phillip Galli, Rafael Suigh, Raul Puebla, Rogério Oliveira, Thiago Junqueira, Thiago Matheus, Thaise Rodrigues, Vinicius Busti e Xavier Haubois, em especial aos amigos das quintas, por me aguentarem e tornarem os meus dias mais alegres.

À CAPES, pelo apoio financeiro.

“Das utopias

*Se as coisas são inatingíveis
Se as coisas são inatingíveis... ora!
não é motivo para não quere-las...
Que tristes os caminhos, se não fora
a magica presença das estrelas! ”*

Mário Quintana

Resumo

Aglomerados jovens são considerados unidades básicas de formação de estrelas e seu estudo pode abordar diretamente uma série de problemas astrofísicos fundamentais como a formação e evolução de aglomerados abertos, e problemas mais gerais como a origem e evolução inicial das estrelas e sistemas planetários. Uma fração significativa de estrelas forma-se em aglomerados. Um estudo de aglomerados embebidos dentro de nuvens moleculares realizado por Lada & Lada (2003) mostrou que a quantidade desse tipo de objeto presente na Galáxia é surpreendentemente alta. No entanto, a maioria desses aglomerados pode perder seu equilíbrio dinâmico se dissolvendo. Esse tipo de fenômeno ocorre em menos de 20 milhões, de forma que os seus primeiros anos de vida são decisivos para sua evolução (Pfalzner, 2009). Um estudo sistemático e a comparação entre aglomerados jovens com diferentes características podem trazer informações interessantes a respeito dos processos de formação estelar nas regiões estudadas.

O objetivo principal do presente trabalho foi realizar um estudo comparativo entre aglomerados de estrelas com diferentes idades, abrangendo todas as fases da pré-sequência principal, a partir de dados disponíveis na literatura e adquiridos em missões observacionais. Para tal estudo foram selecionados a partir dos catálogos DAML¹ (Dias et al. 2002, 2006), e WEBDA² aglomerados com idades inferiores a 20 milhões de anos, com pequeno diâmetro angular (menor que 5'), relativamente próximos (menos de 2kpc) e localizados no hemisfério celeste sul.

Buscando caracterizar os aglomerados nas bandas ópticas (BVRI) foram utilizados dados adquiridos no Observatório Pico dos Dias - LNA -, para os quais a redução e o

¹ <http://www.astro.iag.usp.br/~wilton/>.

² <http://www.univie.ac.at/webda/>.

tratamento dos dados foram feitos utilizando o pacote IRAF, a fotometria e astrometria foram feitas utilizando o programa *StarFinder* desenvolvido em IDL. Para compensar a falta de estrelas padrões nos campos observados, foi desenvolvido um método de calibração a partir de dados de catálogos. No entanto, devido à não uniformidade das magnitudes encontradas em tais catálogos o método se mostrou ineficaz na análise dos diagramas cor-cor. Por essa razão não foi feita caracterização no óptico para todos os aglomerados. Desta forma, todo esse procedimento é detalhado no presente trabalho.

A determinação dos parâmetros fundamentais e estruturais no infravermelho próximo foi realizada utilizando-se dados 2MASS. Foram caracterizados 14 aglomerados por meio de mapas de densidade estelar superficial, perfis radiais de densidade, diagramas cor-cor e cor magnitude, e histogramas de distribuição de massas e idades.

Para maior parte da amostra foi estimada uma idade de $2,5 \times 10^6$ anos. Por outro lado, a comparação entre os aglomerados estudados mostraram que os aglomerados Lynga 14, NGC 6604, NCG 6613 e Markarian 38, e Stock 13, com idades variando entre 2,5 a $12,5 \times 10^6$ anos, estão em estágios diferentes de sua evolução. Por exemplo, há dois aglomerados com morfologia semelhantes e estágios evolutivos diferentes: Lynga 14, com $2,5 \times 10^6$ anos, e N6613, com $7,5 \times 10^6$ anos. O primeiro possui alta extinção e alta razão entre os raios do núcleo, comprovando que ainda está bem embebido; o segundo possui baixa extinção e baixa razão entre os raios do núcleo, comprovando seu estágio mais evoluído. Aglomerados de mesma idade também apresentaram diferenças com relação as suas características como é também o caso de Lynga 14 com maior raio do núcleo (r_c) e alta extinção e NGC 2659 com menor r_c e menor $E(B-V)$, o que mostra que apesar da semelhança na idade NGC 2659 é menos embebido que Lynga 14.

Abstract

Young clusters are considered as basic units in the stellar formation and their study can be a subject for several fundamental astrophysics issues, such as the evolution of open clusters, and more general ones, such as the origin and initial evolution of the stars and the planetary systems. A significative fraction of stars is formed in clusters. A study of clusters embedded inside molecular clouds, performed by Lada & Lada (2003), shows that the amount of objects of this kind in the Galaxy is really high. However, most of these can lose their dynamic equilibrium and be dissolved. A phenomenom like this occurs in less than 20 million years, hence, the first years of the cluster are decisive for their evolution (Pfalzner, 2009). A sistematic study and the comparison among young clusters with different characteristics can bring interesting information with respect to the processes of stellar formation in the studied regions.

The main objective of this work was the comparative study among stellar clusters with different ages in the whole range of the pre-main sequence, using available data from literature and those acquired in the observational runs. For this study, selected clusters are less than 20 million years old, they have small angular diameter (less than 5'), they are relatively close (less than 2kpc) and localized in the South Hemisphere.

In order to characterize the clusters in the optical bands (BVRI), the data acquired in the Pico dos Dias Observatory, operated by LNA, were used. The data reduction performed using the IRAF package, and the photometry and astrometry were obtained using the code *StarFinder* developed in IDL. A method for the calibration (differential photometry) was developed by using data of the catalogues. Nonetheless, due to the non uniformity of the magnitudes found in these catalogues, the method seemed not to be suitable for comparative analysis of the colours. Therefore, the characterization in the

optics was not performed for the whole sample. However, all the necessary steps are entirely presented in this work. For this reason, the method was applied for one of the clusters, only for illustration.

The determination of the fundamental and structural parameters in the near-infrared was performed using 2MASS data. Fourteen clusters were characterized by maps of superficial stellar density, radial density profiles, color-color and magnitude diagrams, and histograms of the mass and age distributions.

The age estimated for most of the sample was $2,5 \times 10^6$ years. In contrast, the comparison among the studied clusters shows that the clusters Lynga 14, NGC 6604, NCG 6613 and Markarian 38, and Stock 13, whose ages vary from 2.5 to 12.5×10^6 years, are in different stages of their evolution. This fact confirms the existence of these stages during the pre-main sequence. As an example, there are two clusters with similar morphology and different evolutive stages: Lynga 14, 2.5×10^6 years, and N6613, com $7,5 \times 10^6$ years. The former has high extinction and the ratio between the nucleus radii is large, which indicates that it is highly embedded. The latter has low extinction and the ratio between the nucleus radii is small, i.e., it is in a more developed stage. Clusters with same ages also show differences concerning their characteristics. For example, Lynga 14 has a larger nucleus radius (r_c) and high extinction and NGC has smaller r_c and $E(B-V)$, indicating that, despite the age similarity, NGC 2659 is less embedded than Lynga 14.

Lista de Figuras

1.1	Imagens de aglomerados: globular, aberto e embebido	25
1.2	Imagens no Óptico e no Infravermelho do Aglomerado Trapezium	28
1.3	Mapa de Contorno de Densidade Superficial do Aglomerado NGC 2264	34
3.1	Diagramas Cor-Cor e Cor-Magnitude do Aglomerado Markarian 38 com Base nos Dados do Catálogo USNO	51
3.2	Gráficos utilizados para a determinação dos coeficientes de transformações entre coordenadas e posições	58
3.3	Gráficos das Magnitudes da Literatura x Observada	60
3.4	DCC das Estrelas na Direção do Aglomerado Markarian 38 Utilizadas para a Calibração Fotométrica	61
4.1	Imagem do aglomerado Markarian 38	65
4.2	Diagrama Cor-Magnitude (J_0 x $(J-K_s)_0$) utilizado para a determinação dos filtros na cor e na magnitude corrigidas do avermelhamento do aglomerado Markarian 38	66
4.3	Mapas de Densidade Estelar Superficial no Infravermelho do Aglomerado Markarian 38	67
4.4	Histogramas Usados na Determinação do Centro do Aglomerado no Infravermelho de Markarian 38	69
4.5	Perfil Radial de Densidade Estelar	70
4.6	Diagrama Cor-Magnitude das Estrelas nas Direções do Aglomerado Markarian 38 e do Campo de Comparação	72

4.7	Diagrama Cor-Magnitude com Estrelas de Campo do Aglomerado Markarian 38	74
4.8	Diagrama Cor-Cor no infravermelho do aglomerado Markarian 38	75
4.9	Diagrama Cor-Magnitude no Infravermelho do Aglomerado Markarian 38 Utilizado para a Determinação da Distância	78
4.10	Diagrama Cor-Magnitude no Infravermelho de Markarian 38 Utilizado para a Determinação da Extinção e de sua Incerteza.	79
4.11	Diagrama Cor-Magnitude no Infravermelho do Aglomerado Markarian 38 .	80
4.12	Diagramas Cor-Magnitude no Infravermelho de Markarian 38 Representativo para a Estimativa do Número de Estrelas com Idades entre 10×10^6 e 15×10^6 anos.	81
4.13	Distribuições das idades das estrelas do aglomerado Markarian 38 estimadas com base nos DCMs no infravermelho.	82
4.14	Diagrama Cor-Magnitude no Infravermelho Utilizado para a Estimativa da Massa do Aglomerado Markarian 38	83
4.15	Distribuições das massas das estrelas do aglomerado Markarian 38 estimadas com base nos DCMs no infravermelho.	84
4.16	Diagrama Cor-Cor no Óptico de Markarian 38:	85
4.17	Mapas de Densidade Superficial de Estrelas no Óptico.	87
4.18	Histogramas de distribuição espacial para a determinação do centro do aglomerado no óptico.	88
4.19	Perfil Radial de Densidade de Estrelas no Óptico	88
4.20	Diagrama Cor-Cor no Óptico de Markarian 38	90
4.21	Diagrama Cor-Magnitude no Óptico do Aglomerado Markarian 38	91
4.22	Distribuições das idades das estrelas do aglomerado Markarian 38 estimadas com base nos DCMs no óptico	92
4.23	Distribuições das Massas das Estrelas do Aglomerado Markarian 38 Estimadas com Base nos DCMs no Óptico.	93
5.1	Distribuição dos Aglomerados na Galáxia	97
5.2	Gráficos Comparativos dos Raios Calculados com a Literatura.	99
5.3	Gráfico da Idade pela Fração de Estrelas com Excesso K	101

5.4	Gráficos Comparativos das Distâncias Calculadas com a Literatura.	102
5.5	Gráficos Comparativos dos Excessos de Cor $E(B-V)$ Calculadas com a Literatura.	103
5.6	Gráfico de Comparação entre Parâmetros Estruturais e Fundamentais . . .	110
5.7	Gráfico de Comparação entre Parâmetros Estruturais e Raio	114
5.8	Gráfico de Comparação entre Parâmetros Fundamentais e a Idade	115
A.1	Idem à Figura 4.3 para os aglomerados NGC 6613 (painel superior), NGC 6178 (painel central) e Markarian 38 (inferior).	134
A.2	Idem à Figura 4.3 para os aglomerados Trumpler 28 (painel superior), Hogg 22 (painel central) e Trumpler 18 (inferior).	135
A.3	Idem à Figura 4.3 para os aglomerados Stock 13 (painel superior), NGC 2362 (painel central) e NGC 6604 (inferior).	136
A.4	Idem à Figura 4.3 para os aglomerados NGC 5606 (painel superior), NGC 2367 (painel central) e Lynga 14 (inferior).	137
A.5	Idem à Figura 4.3 para os aglomerados NGC 2659 (painel superior) e NGC 3572 (inferior).	138

Lista de Tabelas

2.1	Amostra e Prioridades.	49
5.1	Parâmetros Estruturais	98
5.2	Parâmetros Fundamentais	100
5.3	Parâmetros Estruturais Dados em Parsec	109
F.2	Amostra e Prioridades.	154

Sumário

1. <i>Introdução</i>	23
1.1 Aglomerados Estelares	24
1.1.1 Aglomerados Globulares	25
1.1.2 Aglomerados Abertos	25
1.2 Interesse Científico	26
1.3 Processos de Formação e Evolução de Aglomerados	28
1.4 Estrutura Interna	33
1.5 Os problemas de determinação de idades e distâncias	35
1.6 A caracterização de aglomerados jovens a partir dos dados 2MASS	37
1.7 Objetivos do Trabalho e Estrutura da Dissertação	39
2. <i>Pesquisa Bibliográfica e Seleção da Amostra</i>	41
2.1 Catálogos de Aglomerados Estelares Abertos	41
2.2 Seleção da Amostra	43
2.2.1 Pesquisa em catálogos de Aglomerados abertos	44
2.2.2 Definição das Prioridades	44
2.2.3 Critérios de Seleção	47
2.3 Levantamento de dados	48
3. <i>Observações</i>	51
3.1 Tratamento de Imagens e Redução dos Dados	52
3.1.1 Overscan	53
3.1.2 Correção de <i>Bias</i>	53

3.1.3	Correção de <i>Flat-Field</i>	53
3.2	Fotometria e Astrometria	54
3.2.1	Fotometria PSF	54
3.2.2	Identificação das Coordenadas (Astrometria)	57
3.3	Calibração Fotométrica	58
4.	<i>Caracterização dos Aglomerados</i>	63
4.1	Infravermelho	63
4.1.1	Filtro Cor-Magnitude	64
4.1.2	Mapas de Densidade Superficial	66
4.1.3	Perfil Radial de Densidade (PRD)	68
4.1.4	Descontaminação do Campo	71
4.1.5	Diagramas Cor-Cor (DCC)	74
4.1.6	Diagramas Cor-Magnitude (DCM)	77
4.2	Óptico	85
4.2.1	Mapas de Densidade Superficial	86
4.2.2	Perfil Radial de Densidade	86
4.2.3	Diagramas Cor-Cor (DCC)	89
4.2.4	Diagramas Cor-Magnitude (DCM)	89
5.	<i>Análise e Discussão</i>	95
5.1	Caracterização	95
5.2	Comparação	108
6.	<i>Conclusões e Perspectivas</i>	117
7.	Referências	125
	<i>Apêndice</i>	131
	<i>A. Mapas de Densidade Superficial</i>	133
	<i>B. Perfil Radial de Densidade</i>	139

<i>C. Diagramas Cor-Cor e Cor-Magnitude</i>	143
<i>D. Distribuição de idades</i>	149
<i>E. Distribuição de massas</i>	151
<i>F. Amostra Seleccionada</i>	153

Introdução

Sabe-se em termos gerais que a maioria das estrelas é formada em grupos ou aglomerados, porém o conhecimento detalhado a respeito dos processos iniciais de formação estelar restringe-se aos núcleos densos (*cores*) de nuvens isolados ou proto-estrelas (Shu et al. 1987, 2004). Peretto et al. (2005) realizaram um estudo de proto-aglomerados associados a NGC 2264, na região de Mon OB1, no qual, dados em 1,2mm revelaram a presença de 27 núcleos proto-estelares com diâmetros da ordem de 0.04pc e massas variando de 2 a 40 $M_{\odot}$. Tratam-se de resultados importantes no estudo das condições de formação estelar múltipla, propiciando um maior aprofundamento do conhecimento a respeito dos cenários para formação de aglomerados estelares.

Enquanto os dados obtidos em comprimentos de onda rádio e milimétricos são cruciais para a análise dos primeiros estágios da formação estelar, a evolução destes objetos durante a fase pré-seqüência principal (PSP) pode ser melhor estudada através do infravermelho. Em particular, o infravermelho próximo (NIR) pode trazer informações muito interessantes a respeito da estrutura circunstelar do objeto, cujas condições físicas e geométricas estão diretamente ligadas ao estágio evolutivo da estrela na PSP. A emissão em raios-X também tem sido usada como indicadora da natureza jovem de estrelas nessa fase, pois além de estar associada à atividade estelar, também se correlaciona com a estrutura circunstelar e, conseqüentemente, com a emissão NIR (Gregorio-Hetem et al. 1998). Dados obtidos com o satélite XMM na direção da nuvem CMa R1 (Rojas et al. 2006) por exemplo, revelaram a presença de 36 fontes XMM, espacialmente distribuídas em grupos coincidentes com alguns dos aglomerados estelares embebidos na nebulosa S 292, os quais foram estudados por Soares e Bica (2002, 2003).

A presença de aglomerados de diferentes idades nas bordas de CMa R1 pode estar associada às características do processo de formação estelar nessa nuvem, para a qual foi sugerida a hipótese de indução por onda de choque de restos de supernova (Herbst & As-sousa 1977). Os resultados encontrados em CMa motivaram a realização de um estudo de aglomerados jovens apresentando diferentes idades, buscando-se avaliar e comparar as características estelares e circunstelares dos membros em diferentes fases evolutivas, desde os primeiros estágios da PSP até as estrelas jovens da sequência principal. A comparação entre aglomerados jovens com diferentes características pode trazer interessantes informações a respeito dos processos de formação estelar nas regiões estudadas, permitindo discutir questões ainda em aberto, como por exemplo diferenças na função de massa inicial.

Para um melhor entendimento do que se trata o presente trabalho, neste capítulo é feito um breve resumo a respeito de aglomerados estelares, dando uma ênfase maior aos aglomerados abertos e embebidos, que são alvos deste estudo. Na seção seguinte é dada a importância do estudo desses objetos. Em seguida há um breve histórico de como os aglomerados embebidos se originam, evoluem e, eventualmente formam para aglomerados abertos. Na Seção 1.4 são discutidas as estruturas encontradas nesse tipo de objeto. Logo após são discutidos alguns trabalhos de caracterização de aglomerados estelares jovens. Por fim são citados os objetivos do trabalho e a estrutura da dissertação.

1.1 *Aglomerados Estelares*

Aglomerados estelares são conjuntos de estrelas que se formaram a partir da mesma nuvem de gás e portanto, têm aproximadamente a mesma idade, composição química e distância. Há dois tipos de aglomerados de estrelas: Aglomerados globulares, que se tratam de grupos concentrados de centenas de milhares de estrelas muito velhas e gravitacionalmente ligadas, e aglomerados abertos que são grupos pouco densos de estrelas. Neste caso, eles geralmente contêm uma população menor, de centenas a milhares de estrelas, que são muito mais jovens que as estrelas encontradas nos aglomerados globulares. Nesse grupo há um tipo especial denominado aglomerados embebidos que é extremamente jovem e ainda está em meio a nuvem molecular que o originou. Um exemplo ilustrativo de cada um destes objetos estão apresentados na Figura 1.1.

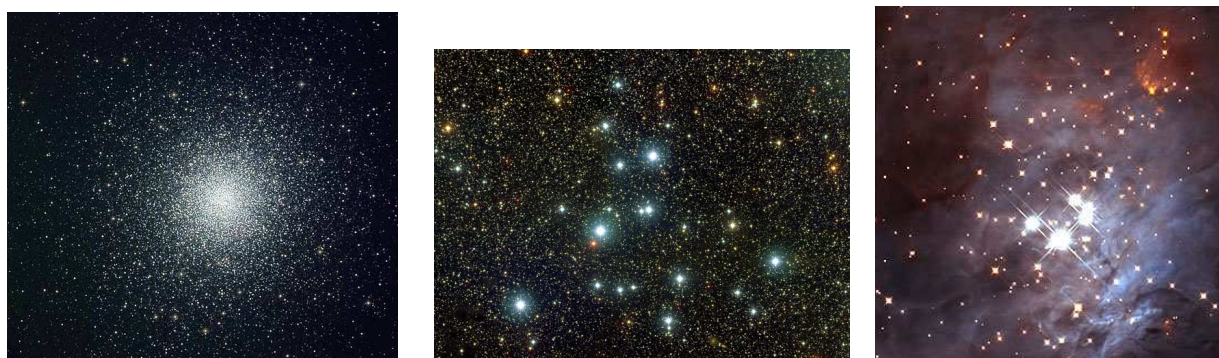


Figura 1.1: Imagens de Aglomerados: Globular (M92 - à esquerda), Aberto (M39 - ao centro) e Embebido (Trappist-1 - à direita).

1.1.1 Aglomerados Globulares

Aglomerados globulares são grupos aproximadamente esféricos de cerca de 10.000 a vários milhões de estrelas concentrados em regiões de 10 a 30 anos-luz de diâmetro. Eles geralmente consistem de uma população estelar muito antiga (população II), apenas algumas centenas de milhões de anos mais jovem que o próprio Universo. Em geral, as estrelas que os compõem são principalmente frias, com massa inferior a duas massas solares. Tais estrelas predominam dentro destes aglomerados pois as estrelas mais quentes e mais massivas já explodiram como supernovas, ou evoluíram para nebulosas planetárias, para terminar como anãs brancas. Na Galáxia, os aglomerados globulares possuem distribuição aproximadamente esférica no halo galáctico, em torno do centro da Galáxia, em órbitas elípticas de alta excentricidade.

1.1.2 Aglomerados Abertos

Aglomerados abertos são muito diferentes dos aglomerados globulares. Ao contrário dos aglomerados globulares, eles estão confinados no plano galáctico, e quase sempre são encontrados associados aos braços espirais. Geralmente são objetos jovens, de até algumas dezenas de milhões de anos e se formam a partir de regiões H II, tais como a Nebulosa de Orion, por exemplo. Esses objetos normalmente contém cerca de algumas centenas de estrelas, dentro de uma região até cerca de 10pc de diâmetro. Sendo muito menos densos e povoados do que aglomerados globulares, não necessariamente ligados gravita-

cionalmente. Ao longo do tempo, suas estrelas podem romper a barreira gravitacional das nuvens moleculares gigantes que os originaram. Frequentemente os aglomerados abertos são constituídos predominantemente por estrelas jovens, quentes e azuis, pois, embora essas estrelas tenham um tempo de vida curto, durando apenas algumas dezenas de milhões de anos, aglomerados abertos tendem a se dispersar em uma escala de tempo menor.

Há ainda um grupo de estrelas extremamente jovens, com menos de 5 milhões de anos, que são denominados aglomerados embebidos, que se trata de um conjunto de estrelas que se formaram recentemente, ou ainda estão sendo formadas, no interior de nuvens moleculares gigantes (NMG) muitas vezes só perceptíveis em comprimentos de onda infravermelhos. Se estes aglomerados forem constituídos de mil ou mais estrelas, eles também contêm estrelas muito massivas (tipo O) que conduzem a expulsão de gás do aglomerado através de ventos estelares, ionização e supernovas de estrelas *early-type*. Esta expulsão do gás leva o aglomerado a um desequilíbrio dinâmico, eventualmente expondo-os e levando a uma expansão do mesmo, onde a maioria das estrelas se desacoplam (Hills 1980; Goodwin & Bastian 2006; Baumgardt & Kroupa 2007; Bastian et al. 2008). A maioria destes grupos se dissolvem no prazo de 20 milhões de anos. Apenas cerca de 5% a 10% dos aglomerados embebidos sobrevivem se tornando aglomerados abertos comuns. Os objetos de interesse no presente trabalho são aglomerados abertos jovens com idade inferior a 20 milhões de anos.

1.2 Interesse Científico

De acordo com Lada & Lada (2003), aglomerados estelares têm sido há muito tempo reconhecido como verdadeiros laboratórios de fenômenos astrofísicos, tendo um papel importante para uma melhor compreensão do Universo. Por exemplo, aglomerados contêm amostras estatisticamente significativas de estrelas cobrindo uma vasta gama de massas estelares num volume relativamente pequeno do espaço. Como estrelas em tais grupos compartilham a herança comum de serem formadas mais ou menos ao mesmo tempo, a partir da mesma nuvem molecular progenitora, diagramas cor-magnitude (DCM) de aglomerados podem ser, utilizados para fornecer testes de teorias de evolução estelar. Além disso, os aglomerados permitem a determinação da função inicial de massa estelar (FMI) de um dado grupo de estrelas.

Como um aglomerado é mantido em conjunto pela atração gravitacional mútua de seus membros, a sua evolução é determinada pelas leis de movimento e da gravidade de Newton. Em sistemas de muitos corpos essas interações são inerentemente complexas e, portanto, os aglomerados também são essenciais para o estudo da dinâmica estelar. A distribuição espacial dos aglomerados também desempenha um papel vital em nossa compreensão da estrutura Galáctica.

A distribuição dos aglomerados globulares, por exemplo, foi fundamental para determinar a localização do centro galáctico, que estabelece a existência de um halo galáctico definindo a escala global da Galáxia. Aglomerados abertos jovens, por sua vez, são um importante traçador da recente formação de estrelas nas galáxias e da estrutura espiral em discos galácticos. Esses aglomerados são também de interesse para a compreensão da origem do sistema solar, pois a presença de raros radionuclídeos de vida curta em amostras de meteoritos há muito sugeriu que o Sol se formou próximo a uma estrela massiva e, portanto, provavelmente, em um aglomerado relativamente rico.

Pouco se sabe ou entende-se sobre a origem dos aglomerados. Os aglomerados globulares da Galáxia foram formados há bilhões de anos, por essa razão o estudo empírico direto do processo de formação destes objetos não é possível pois, eles não estão sendo formados na época atual da história da Via Láctea.

Por outro lado, aglomerados abertos parecem estar continuamente se formando no disco galáctico e, em princípio, o estudo direto dos processos físicos com vista à sua formação é possível. No entanto, esses estudos têm sido seriamente prejudicados pelo fato de que esses objetos se formam em NMGs e durante a sua formação e estágios iniciais da evolução são completamente imersos em gás molecular e poeira, e, portanto, obscurecida nos comprimentos de onda do visível.

Dadas as limitações impostas pelas técnicas tradicionais de astronomia óptica, observação direta e estudo de novos aglomerados embebidos era extremamente difícil, senão impossível. No entanto, durante as últimas décadas o desenvolvimento da astronomia em comprimentos infravermelhos, melhorou drasticamente esta situação. A Figura 1.2 mostra imagens ópticas e infravermelhas (JHK) do aglomerado de Trapezium em Orion, que ilustra claramente o poder dos dados no infravermelho para detectar esses aglomerados jovens altamente obscurecidos.



Figura 1.2: Imagens no óptico (à direita) e no infravermelho (à esquerda) de Trapezium.

A melhoria dos instrumentos e técnicas de observação trouxe possibilidade de realizar um estudo sistemático de aglomerados embebidos dentro de nuvens moleculares como o realizado por Lada & Lada (2003). Quase imediatamente, esses estudos indicaram que os aglomerados embebidos eram surpreendentemente numerosos e que uma fração significativa, se não a grande maioria, de todas as estrelas podem se formar em tais sistemas. Fazendo com que estes objetos sejam considerados unidades básicas de formação de estrelas e seu estudo pode abordar diretamente uma série de problemas fundamentais astrofísicos, como a formação de aglomerados e início da evolução e problemas mais gerais da origem e evolução inicial das estrelas e sistemas planetários.

1.3 Processos de Formação e Evolução de Aglomerados

Para entender como aglomerados embebidos evoluem é necessário entender dois processos físicos básicos: a formação de um núcleo denso e massivo em uma NMG; e, o desenvolvimento subsequente de estrelas a partir do gás denso no núcleo.

As nuvens moleculares se formam a partir do meio interestelar difuso e turbulento por processos físicos, que estão longe de ser compreendidos. Em geral, esses processos envolvem interações complexas tais como um padrão espiral de ondas de densidade, exp-

losões de supernovas, dínamo galáctico, transições de fases, e outros vários tipo de instabilidades (térmica, gravitacional, magneto-hidrodinâmica (MHD) etc.) (p.ex., Elmegreen 1991, 1993).

A grande maioria das NMGs aparentam conter gás denso e sinalizadores de formação estelar, sugerindo que a formação de núcleos densos seguidos de estrelas se dá, muito rapidamente, logo após a formação da nuvem a partir do meio interestelar difuso. Acredita-se que o tempo de dissipação turbulenta para as NMGs é menor do que a vida da nuvem sugerindo que em escala global, o colapso da nuvem é estabilizado pela pressão da turbulência interna.

Simulações numéricas (p.ex., Klessen, Heitsch & Mac Low 2000) sugerem que em tais condições o escoamento supersônico pode colidir e dissipar energia. Sob as condições corretas, essas colisões podem produzir núcleos densos gravitacionalmente instáveis e dissociar o fluxo turbulento global. Os fragmentos maiores e mais massivos são, em potencial, os locais de formação de aglomerados.

A etapa seguinte do processo de formação do aglomerado é a evolução rápida do gás denso em um núcleo massivo para formar estrelas, provavelmente esse processo envolve a dissipação contínua de turbulência no gás denso que é seguido por fragmentação, instabilidade gravitacional, a formação de sementes protoestelares, que vão crescer pela acreção de seus envoltórios e talvez pelo gás denso circunvizinho, em que eles estão embebidos (Clarke et al. 2001, Elmegreen et al. 2001).

Este cenário é bastante diferente do que é utilizado para explicar a formação de estrelas isoladas de baixa massa a partir de núcleos individuais de pequena massa. Essas estrelas solitárias se formam a partir de núcleos densos, inicialmente turbulentos e suportados magneticamente, que evoluem através da difusão ambipolar de campos magnéticos dinamicamente instável e, em seguida, colapsam (Shu, Adams & Lizano 1987). Os núcleos que formam estrelas isoladas de baixa massa desta forma têm tamanhos que são consideravelmente maiores do que a separação de estrelas em um aglomerado embebido.

Evidentemente os núcleos protoestelares em aglomerados devem ter um raio menor do que aqueles que formam estrelas isoladas. Isto sugere que os núcleos de formação de aglomerados devem ter uma fragmentação significativa na sua evolução para formar estrelas.

O mecanismo físico que produz a fragmentação não é bem compreendido. Este processo envolve um resfriamento gradual de um núcleo massivo marginalmente estável, ou em colapso, que continuamente se reduz à massa de Jean. Nos núcleos densos e turbulentos este resfriamento ocorre como resultado da perda ou dissipação de turbulência. Uma possibilidade para explicar a fragmentação foi proposta por Myers (1998) no caso de turbulência MHD. Se a taxa de ionização em um núcleo massivo é baixa o suficiente (ou seja, a extinção é alta o bastante para que os raios cósmicos sejam a única fonte de ionização), então as ondas MHD maiores que uma certa frequência não podem se acoplar com o gás neutro. Isto corresponde a um corte no comprimento de onda, abaixo do qual a turbulência não pode mais ser sustentada (p. ex., Mouschovias 1991). Esta situação pode levar à formação de uma matriz de condensações *Bonnor-Ebert* criticamente estável ou de grãos confinados pela pressão do gás em sua volta.

Myers (1998) encontrou que para as condições típicas o tamanho destas sementes podem ser comparáveis à separação de estrelas em aglomerados embebidos. A fragmentação também pode ser produzida no processo turbulento de decomposição como colisões e choques de fluxos, criando densidades reforçadas, que em geral podem se tornar ligadas gravitacionalmente e separadas do campo de velocidades turbulento (p.ex., Klessen & Burkert 2000, 2001).

Uma vez que estes fragmentos ou grãos tornam-se gravitacionalmente instáveis, eles colapsam, ganhando massa através do *infall* do material a sua volta, se tornando proto-estrelas. No entanto, as taxas a que condensações protoestelares devem variar significativamente dentro do aglomerado. Isso ocorre pois, o processo de formação estelar deve produzir uma gama de massas estelares e substelares abrangendo três ordens de grandeza dentro de um tempo de escala de apenas alguns (1-2) milhões de anos, a fim de reproduzir o FMI estelar. À medida que se movem através do núcleo do aglomerado, fragmentos protoestelares também acretam material adicional do reservatório de gás residual que não está ligado a outros objetos protoestelares (Bonnell et al. 2001a). Pois, todos estes embriões estelares compartilham um envelope comum, então um processo de acreção competitiva começa com grupos protoestelares inicialmente mais massivos ou grupos mais próximos do centro do aglomerado registrando taxas mais elevadas de acreção.

Esse processo é altamente não-linear e, até mesmo para um conjunto de fragmentos

protoestelares de massas inicialmente iguais, podem levar ao desenvolvimento de um espectro de massa protoestelar semelhante ao do FMI estelar (Bonnell et al. 2001b; Klessen 2001). Nesse cenário as estrelas mais massivas tendem a ser formadas na região central do aglomerado levando a algum grau de segregação de massa primordial. Também é possível que fragmentos protoestelares densos nas regiões internas do aglomerado colidam e coalesçam levando à produção de estrelas muito massivas (Bonnell, Bate & Zinnecker 1998). De outra forma seria difícil construir uma estrela massiva a partir de acreção geral, pois a pressão da radiação de estrelas embrionárias mais massivas de cerca de $10 M_{\odot}$ podem inverter o *infall* e impedir o crescimento da estrela (Adams, Lada & Shu, 1987).

Uma taxa significativamente maior de formação de estrelas encontrada no aglomerado do Trapézio em relação a outros dois aglomerados embebidos (IC 348 e NGC 1333) no complexo molecular Perseu levou Lada et al. (1996) sugerirem que a formação de estrelas desse aglomerado foi acionada externamente. O aumento da compressão provocada pela pressão externa e, portanto, o aumento da densidade do núcleo acelerou a formação de estrelas. A estreita associação com outros aglomerados em regiões HII adjacentes também sugerem que isso pode ter desempenhado um papel importante na formação de pelo menos alguns aglomerados (p. ex., S 255 (Howard et al. 1997), S 281 (Megeath & Wilson 1997) e W3-W4, (Carpenter et al. 2000)). Em algum momento, quando o gás molecular se esgotar ou for expulso do aglomerado, a formação de estrelas cessará e o aglomerado emergirá do seu casulo molecular.

Cálculos numéricos mostram que os aglomerados embebidos que evoluem para sistemas ligados passam por uma expansão significativa à medida que emergem de uma nuvem e, conseqüentemente, espera-se que aglomerados abertos tenham um raio maior do que aglomerados embebidos, como é observado. Além disso, durante emersão, aglomerados podem expandir por longos períodos antes de se chegar a um equilíbrio final. O aparecimento de aglomerados emergentes ligados e não ligados são indistinguíveis para idades inferiores a 10 milhões de anos.

Cálculos numéricos também revelam que, mesmo os grupos que sobrevivem a emersão de uma nuvem molecular como sistemas ligados podem perder de 10% a 80% de seus membros no processo. A ruptura mais violenta do gás, corresponde a menor fração de estrelas que serão confinadas. No entanto, mesmo aglomerados que experimentam a perda

de gás explosiva podem deixar para trás os núcleos ligados contendo de 10% a 20% da população original estelar (Lada et al 1984; Kroupa & Boily 2002). Portanto, aglomerados ligados, mesmo com estrelas O, podem ser produzidos, desde que o aglomerado embebido progenitor tenha sido substancialmente mais massivo e denso do que o aglomerado aberto sobrevivente.

Kroupa & Boily (2002) apontaram que aglomerados abertos clássicos, tais como as Plêiades e Presépio são enormes o suficiente para terem sido formados com estrelas O e tem como postulado que o aglomerado das Plêiades formou-se a partir de protoaglomerados muito mais massivos, cuja maioria dos membros originais foram perdidos durante sua emergência do gás molecular.

Na verdade, Kroupa, Aarseth & Hurley (2001) identificaram que o aglomerado do Trapézio e sua NMG como um possível sistema proto-Plêiades. No entanto, tais sistemas proto-Pleiades precisariam inicialmente conter cerca de 10^4 estrelas, muito mais do que parece haver na NMG (1700 estrelas) e em RCW 38 (1.300 estrelas). Além disso, se a maioria dos aglomerados abertos perdeu metade, ou mais, de suas estrelas originais em consequência da sua emergência de uma nuvem molecular, seria difícil entender a semelhança entre as funções de massa (FM) dos aglomerados embebidos e abertos, bem como a similaridade das suas FMIs.

Por outro lado, um número de aglomerados muito ricos e massivos ($10^{4-5} M_{\odot}$ encontrados na Grande Nuvem de Magalhães são cercados por halos de estrelas desacopladas que representam até 50% da sua massa total (Elson et al. 1987). Se aglomerados globulares galácticos foram formados de tal modo, as estrelas perdidas durante a emergência, a partir de suas nuvens progenitoras, poderiam ser a explicação para todas as estrelas de campo de População II no halo galáctico (Kroupa & Boily 2002).

A maioria (90-95%) dos aglomerados embebidos devem emergir a partir de nuvens moleculares como sistemas desacoplados. Só os mais massivos ($M \geq 500 M_{\odot}$) sobreviverão à emergência das nuvens moleculares para tornar-se aglomerados abertos. Assim, embora a maioria das estrelas se formem em aglomerados embebidos, esses sistemas estelares evoluem para se tornar membros de associações desacopladas, e não aglomerados ligados. No entanto, a forma clássica de aglomerados ligados se formam em taxas suficientemente altas, tal que, em média, cada associação OB (complexa e NMG), provavelmente produz um

sistema desse tipo (Elmegreen & Clemens, 1985) contabilizando cerca de 10% de todas as estrelas formadas na Galáxia (Adams & Myers 2001, Roberts 1957).

1.4 Estrutura Interna

A estrutura de um aglomerado embebido é de grande interesse, uma vez que, provavelmente possui o selo do processo físico responsável por sua criação. Em particular, a estrutura reflete nos aglomerados embebidos mais jovens a estrutura subjacente ao gás molecular denso a partir da qual se formaram. Embora todos os aglomerados embebidos pareçam mostrar a estrutura em algum nível, eles podem ser caracterizados por dois tipos básicos estruturais:

- Aglomerados tipo Hierárquicos (AH): apresentam distribuições de densidade de superfície, com picos múltiplos e muitas vezes a estrutura mais significativa cobre uma vasta região;
- Aglomerados tipo Centralmente Condensados (ACC): apresentam distribuições de densidade altamente concentradas e uma superfície relativamente lisa, com perfil radial que pode ser descrito com boa aproximação por funções simples como lei de potência (p.ex., $\rho_*(r) \sim r^{-q}$) ou King (1962). Nesse sentido, eles são semelhantes aos aglomerados abertos clássicos.

A frequência relativa destes dois tipos de estrutura de aglomerados é atualmente desconhecida, embora existam exemplos claros de cada um na literatura. Tais como, os AH NGC 1333, aglomerado duplo profundamente embebido, (Lada, Alves & Lada 1996) e o aglomerado parcialmente embebido NGC 2264 (Lada, Young & Greene 1992, Piche, 1993) . Um mapa da distribuição espacial das fontes de infravermelho deste aglomerado construído a partir dos dados da Lada, Greene & Young (1992) é apresentado na Figura 1.3. O aglomerado parece ser um aglomerado duplo-duplo ou quádruplo contendo pelo menos dois níveis de hierarquia em sua estrutura espacial. A existência de uma estrutura hierárquica em grande escala nas regiões de formação estelar tem sido bem documentada e acredita-se que é uma assinatura da natureza turbulenta de gás e poeira interestelar, nas quais as NMGs, e seus núcleos densos finalmente formaram estrelas (p.ex., Elmegreen et al. 2000).

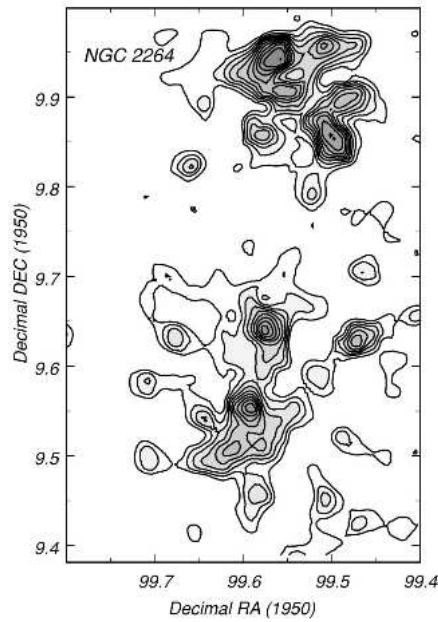


Figura 1.3: Mapa de contorno de densidade superficial de fontes na banda J no aglomerado parcialmente embebido NGC 2264. Este é um exemplo de aglomerado do tipo hierárquico.

Por outro lado os aglomerados do Trapézio-NMG (Hillenbrand & Hartmann 1998) e IC 348 (Lada & Lada 1995; Muench et al 2002) possuem fortes concentrações centrais e perfis radiais de densidade superficial que normalmente podem ser modelados por uma lei de potência simples ($q \sim 1.5$), bem como modelos de King. Essa estrutura é uma assinatura do domínio global da gravidade (superior à turbulência por exemplo) na formação destes sistemas. Se esta estrutura é uma propriedade primordial destes aglomerados ou um resultado da evolução de um estado inicialmente mais estruturado e hierárquico não é claro.

Em geral, os ACC exibem alguma estrutura, mas é muito menos dramática e mais sutil do que o observado em aglomerados, como NGC 2264. Por exemplo, Lada & Lada (1995) documentaram uma porção de pequenos subgrupos satélites nas regiões periféricas da IC 348. No entanto, dado o pequeno número de estrelas dentro delas, não se pode descartar a hipótese de que essas estruturas são apenas as flutuações espaciais esperadas pela queda na lei geral de potências da distribuição radial da densidade do aglomerado.

Imagens do aglomerado do Trapézio em banda L (3,4 mm) revelaram que cerca de 10% das fontes do aglomerado pertencem a uma população profundamente embebida, cuja

distribuição de densidade superficial se difere da principal (menos embebida) do aglomerado (Lada et al. 2000). Em particular, a distribuição de densidade superficial da população embebida tem uma orientação distinta, sendo mais alinhada com o gás molecular e poeira da parte traseira do aglomerado. Esta população também não é tão condensada centralmente. Outra indicação da estrutura sutil nos aglomerados Trapézio-NMG e IC 348 é a evidência de uma variação espacial das funções de massa desses objetos, as quais parecem apresentar um excesso de estrelas de massa menor nas regiões exteriores que sugerem um algum grau da segregação de massa (Hillenbrand & Carpenter 2001; Muench et al. 2002).

1.5 Os problemas de determinação de idades e distâncias

O estudo de aglomerados abertos, principalmente com idades inferiores a 20 milhões de anos é bastante trabalhoso pois apresenta algumas dificuldades, como por exemplo, a determinação das idades dos mesmos.

A diferenciação em termos de idade é bastante difícil de se determinar na PSP, em particular para estrelas de massas altas ou intermediárias, faixa na qual as isócronas PSP se confundem com a idade zero da sequência principal (ZAMS). Além disso, imprecisões nas determinações de distâncias e luminosidades causam maiores barras de erros nas idades estimadas desta forma.

Além disso, no interior do círculo solar o modelo cinemático de rotação da Galáxia fornece dois valores para distância. Uma dificuldade de tais modelos vem da ambigüidade da distância para linhas de visada perto do centro galáctico (Watson et al. 2003). Para superar o problema de ambigüidade, são necessários outros métodos de determinação de distância, que não dependam de modelos de rotação galáctica e medidas rádio. Um exemplo é um método baseado em imagens NIR, realizado por Bloom e colaboradores (Figuerêdo et al. 2002), que tem permitido melhor confirmar a distância correta de traçadores de braços espirais, como estrelas massivas, contribuindo para um melhor conhecimento da estrutura Galáctica. Buscando evitar este tipo de problema no presente trabalho, um dos critérios de seleção foi a proximidade dos aglomerados em estudo, como encontra-se discutido no Capítulo 2.

Uma alternativa para confirmar estimativas de idades de aglomerados é avaliar o número de membros que apresenta um dado excesso na banda K, relacionado com a emissão

circunstelar. A estatística de objetos com maior excesso pode ser usada como indicativo de idade. O excesso na banda K é devido à emissão quente da poeira encontrada ao redor das estrelas (Lada & Adams 1992, Calvet et al. 1992). Algumas estrelas T Tauri e Herbig Ae/Be não necessariamente apresentam uma cor anômala (Lada & Adams 1992). A fração de fontes com excesso K em um grupo ou aglomerado parece depender do estágio evolutivo. Um exemplo é a nuvem escura ρ Ophiuchi (ρ Oph), uma rica região de formação estelar próxima ($d = 150\text{pc}$), cujos membros têm idade estimada de 1×10^6 anos ou menos (Greene & Meyer 1995). Entre as estrelas associadas a ρ Oph, cerca de 50% a 70% apresenta excesso NIR (Greene & Young 1992; Strom et al. 1995). No caso da nuvem Taurus, cuja idade foi estimada em $1,5 \times 10^6$ anos, aproximadamente 50% das estrelas tem excesso NIR (Kenyon & Hartmann 1995). Por outro lado, só 20% de membros de IC 348, com idade entre 5×10^6 e 7×10^6 anos, apresenta excesso (Lada & Lada 1995). Considerando que a duração do disco circunstelar é estimada ser de 1×10^6 anos a 3×10^6 anos (Strom et al. 1995), é esperado que a fração de excesso NIR decresça com o tempo.

Ao estudar imagens do aglomerado jovem NGC 2264, através da análise de diagramas cor-cor em JHK do aglomerado e do campo de controle, Lada et al. (1996) detectaram aproximadamente 170 fontes com indícios de excesso de cor em emissão infravermelha. Consequentemente, estrelas com excesso infravermelho parecem representar uma fração relativamente grande de membros do aglomerado ($50\% \pm 20\%$). Estas estrelas têm cores no infravermelho próximo similares à de linhas de emissão de estrelas jovens como as T Tauri e Herbig Ae/Be. Um modelo de disco circunstelar pode reproduzir as cores da maioria destas fontes. Para tais discos circunstelares infere-se que uma grande fração dos membros do aglomerado deve ser relativamente jovem, com base no argumento que o tempo de vida do disco é tão longo quanto a idade do aglomerado (5×10^6 anos). Muitas destas estrelas são caracterizadas também pela relativamente alta extinção e deve estar parcialmente embebida em uma nuvem molecular na qual o aglomerado encontra-se associado.

Reipurth et al. (2004) realizaram um estudo sobre NGC 2264 para o qual das 356 estrelas detectadas pelo 2MASS, 346 tinham magnitudes $J < 14,5$ mag, para os quais foram plotados diagramas J-H x H-K. Tomando apenas estrelas com erros por volta de 0,05 mag, eles verificaram que 80 ± 30 estrelas (23%) estavam localizadas à direita das duas linhas de avermelhamento, mostrando que estas têm excesso infravermelho, que é um indicativo

da presença de material circunstelar. A fração de estrelas com excesso infravermelho parece estar relacionada com o estágio evolutivo do grupo. Seguindo a sugestão de Lada et al. (1996) eles estimaram uma idade de 5 a 7×10^6 anos para o aglomerado NGC 2264 com cerca de 20% de estrelas com excesso K. Embora não tenham sido incluídos todos os membros do aglomerado na amostra, é possível considerar esse número como uma primeira aproximação para a idade de NGC 2264.

1.6 A caracterização de aglomerados jovens a partir dos dados 2MASS

Desde 2000 uma série de estudos de aglomerados estelares jovens vem sendo realizados a partir dos dados 2MASS. Dentre eles estão os trabalhos de Soares & Bica (2002; 2003), que com base em dados do 2MASS determinaram as idades e distâncias de quatro aglomerados localizados na região de Canis Major R1: NGC 2327, BRC 27, vdB-R92 e Gy3-7 Bonatto, Santos Jr. & Bica (2006) determinaram os parâmetros estruturais e fundamentais de NGC 6611, entre outros.

Em especial destaca-se o trabalho de Bonatto & Bica (2009) que com base nos dados 2MASS estudou a natureza de quatro aglomerados abertos jovens de baixa massa, Pismis 5, vdB 801, NGC 1931 e BDSB 96. Apresenta-se aqui um resumo da metodologia empregada por esses autores, a qual será adotada no presente trabalho e melhor descrita no Capítulo 4.

A determinação dos parâmetros fundamentais foi feita através dos diagramas cor-cor (DCC) e cor-magnitude (DCM) construídos para estes aglomerados. Antes disso para selecionar quem eram as estrelas pertencentes aos aglomerados para estes objetos foi aplicado um método de descontaminação desenvolvido pelos autores que consiste em:

- dividir todo o DCM em cor e magnitude uma rede 3D, com células J, (J-H) e (J-K_S).
- estimar a densidade de estrelas de campo em cada célula, baseada na comparação do número de estrelas de campo com magnitudes e cores similares à aquelas na célula.
- subtrair o número de estrelas de campo em cada célula.

O campo de comparação utilizado nesse processo era suficientemente grande para a obtenção de um número significativo de estrelas de campo. O método de descontaminação

é melhor discutido em Bonatto & Bica (2007). Além disso foi aplicado um filtro cor-magnitude.

Nos DCM foram utilizadas as isócronas PSP de Siess (2000) ($0,2$ a 20×10^6 anos) e a Sequência Principal (SP) de Padova de 4×10^6 anos (Girard 2002).

Os DCC revelaram uma fração pequena de estrelas que ainda possuem discos circunstar (com excesso H).

Os parâmetros estruturais foram determinados através do ajuste do perfil de King (1966) $\sigma(r) = \sigma_{bg} + \frac{\sigma_0}{1+(r/r_c)^2}$. Para diminuir os graus de liberdade, a densidade superficial do campo (σ_{bg}) foi determinada em separado. Para a utilização desse método também foi aplicado um filtro cor-magnitude.

Nesse trabalho os autores definiram uma grandeza chamada de parâmetro de contraste δ_c , utilizado para quantificar quão compacto é objeto estudado. Este parâmetro é dado por $\delta_c = 1 + \frac{\sigma_0}{\sigma_{bg}}$.

Além desses parâmetros ainda foram estimados o número de estrelas dos aglomerados com base no método de descontaminação de campo, as massas destes objetos com base nas trilhas evolutivas para as estrelas PSP (M_{PSP}) de Siess e pela relação massa/luminosidade de Padova. A massa total é uma soma dessas duas.

Os aglomerados estudados apresentaram propriedades similares, poucas estrelas SP e muitas PSP em conjunto com um avermelhamento diferencial. As idades de $5 \pm 4 \times 10^6$ anos foram estimadas para Pismis 5, vdB 80 e BDSB 96 e $10 \pm 3 \times 10^6$ anos para NGC 1931. O espalhamento do DCM encontrado nas estrelas PSP sugere um espalhamento de 20×10^6 anos consistente com um processo não instantâneo de formação estelar.

Além disso as massas totais ($M_{SP} + M_{PSP}$) são baixas variando de 60 a $180 M_\odot$, com função de massa significativamente achatadas com relação a Salpeter.

Estruturalmente os Aglomerados NGC 1931 e Pismis 5 apresentam um excesso significativo de densidade estelar na região central do aglomerado, que pode estar relacionado com a fragmentação da nuvem molecular ou efeitos de formação estelar. Em conjunto com a baixa massa dos aglomerados e a FM achatada, os autores sugerem que ambos estão sofrendo um desvio de equilíbrio dinâmico, e possivelmente estão evoluindo para associações OB ou remanescentes em alguns 10^7 anos.

Por fim BDSB 96 e vdB 80 apresentam propriedades estruturais de aglomerados

típicos de baixa massa, com função de massa achatada.

1.7 *Objetivos do Trabalho e Estrutura da Dissertação*

O objetivo principal do presente trabalho foi realizar um estudo comparativo entre aglomerados de estrelas com diferentes idades, abrangendo todas as fases da PSP (até 20×10^6 anos).

Dados obtidos tanto em missões observacionais quanto na literatura foram utilizados para determinar parâmetros estruturais e fundamentais destes objetos, verificar a presença de objetos embebidos, associados ao aglomerados e foram levantadas diferenças e similaridades entre os objetos estudados.

No Capítulo 2 está apresentada toda a pesquisa realizada na literatura, iniciando por uma discussão sobre os catálogos de aglomerados abertos utilizados para a seleção dos aglomerados a serem estudados. Em seguida é detalhado o processo de escolha da amostra, o levantamento das informações necessárias das estrelas pertencentes aos aglomerados.

Todo o processamento dos dados no óptico dos objetos observados, desde o tratamento das imagens até a calibração fotométrica estão apresentados no Capítulo 3. O método utilizado para a caracterização tanto no infravermelho, com base nos dados 2MASS, quanto no óptico, com base nos dados observados, se encontra detalhado no Capítulo 4.

No Capítulo 5 estão as análises e discussões tanto da caracterização dos objetos estudados quanto da comparação entre eles. Por fim as conclusões estão apresentadas no Capítulo 6.

Há ainda neste trabalho X Apêndices contendo todos os mapas, gráficos e imagens utilizados para a caracterização dos aglomerados.

Pesquisa Bibliográfica e Seleção da Amostra

Inúmeras informações a respeito de aglomerados estelares abertos estão disponíveis na literatura desde catálogos específicos para esses objetos, como é o caso de Lynga (1987), Mermilliod (1995), Lada & Lada (2003), Kharchenko (2005), WEBDA e DAML, Até catálogos de estrelas que contém informações astrométricas e fotométricas, em diversos comprimentos de onda, dos membros pertencentes a estes aglomerados. Como é o caso dos catálogos NOMAD, USNO e GSC (óptico), IRAS e 2MASS (infravermelho) e XMM (raios-X).

No presente trabalho a utilização destes catálogos foi fundamental não só para a escolha da amostra como para a calibração fotométrica e a caracterização dos aglomerados. Nesse capítulo serão apresentados os catálogos de aglomerados estelares abertos utilizados, e uma descrição de como foi feita a seleção da amostra.

2.1 *Catálogos de Aglomerados Estelares Abertos*

O principal catálogo de aglomerados abertos utilizado neste trabalho foi o DAML, compilado originalmente em 2002 por Dias, Alessi, Moitinho e Lépine, A partir de dados de outros catálogos, tais como o de Lynga (1987) e de Mermilliod (1995) incluídos na base de dados WEBDA, descrita mais abaixo, os autores elaboram o que é considerado um dos principais e mais completos catálogos de aglomerados abertos.

Além das coordenadas, idade, diâmetro angular aparente, excesso de cor e distância existentes nos catálogos utilizados na construção do DAML, foram incluídos nele novos aglomerados, dados cinemáticos e de metalicidades destes objetos.

A cinemática de aglomerados abertos deste catálogo foi explorada utilizando métodos

estatísticos de Sanders (1971) a fim de obter a probabilidade, bem como o movimento próprio, baseados em uma amostra relativamente grande de estrelas, presentes nos catálogos Hipparcus (ESA 1997) e Tycho 2 (Hog et al. 2000). Em 2006 também foram incluídos dados sobre a cinemática de boa parte dos aglomerados deduzidos por Dias e colaboradores, a partir dos dados do catálogo UCAC2 (Zacharias et al. 2004).

A versão mais recente do DAML utilizada no presente trabalho foi disponibilizada em fevereiro de 2009, que consiste em uma lista de parâmetros fundamentais e cinemáticos, incluindo informações de 1787 aglomerados abertos. Para cada aglomerado são listados: coordenadas equatoriais em J2000.0, diâmetro angular aparente, distância, excesso de cor, idade, movimento próprio, número de estrelas, referências, velocidade radial e barras de erros desses parâmetros.

No total, 99,72% dos objetos possuem estimativas do diâmetro aparente, 62,34% têm suas distâncias determinadas, 61,16% têm $E(B-V)$ conhecido e apenas 54,95% possuem idades determinadas. Ao todo, 969 aglomerados apresentam todos estes parâmetros. Com relação à cinemática, 49,80% têm movimento próprio, 28,09% têm velocidade radial e apenas 482 possuem ambos parâmetros determinados.

Para cada aglomerado há uma tabela contendo os dados das estrelas que o compõem. Nesta lista estão apresentadas as coordenadas equatoriais em J2000.0, magnitude no sistema UCA C (579 – 642 nm), número de observações UCA C para a estrela, movimento próprio (determinado pelos autores através do catálogo UCA C2), magnitude aparente em J, H e K, obtidas do catálogo 2MASS, e probabilidade de pertinência do objeto ao aglomerado.

O trabalho de Dias e colaboradores foi resultado de uma pesquisa em toda a bibliografia de aglomerados abertos existente, além de parte dos resultados deduzidos de medidas feitas pelos próprios autores. O DAML é constantemente atualizado e pode ser acessado *on line* ¹.

Outro importante catálogo de aglomerados abertos é o WEBDA ², uma versão Web do banco de dados de estrelas em aglomerados abertos da Galáxia, conhecido como *Base Donnés Amas* (BDA) que foi desenvolvida em 1987 no Instituto de Astronomia da Universidade de Lausanne (Suíça) por Jean-Claude Mermilliod e têm sido mantido

¹ <http://www.astro.iag.usp.br/~wilton/>

² <http://www.univie.ac.at/webda/>

e atualizado por Ernest Pauzen do Instituto de Astronomia da Universidade de Vienna (Austria).

A vasta coleção de dados observacionais do WEBDA cobre significativamente mais de 100.000 estrelas em cerca de 500 aglomerados NGC, IC e outros. Este banco de dados tenta recolher todas as informações publicadas de estrelas em aglomerados abertos, que podem ser úteis para determinar não só a qual aglomerado uma estrela pertence, mas também suas propriedades como um todo.

O WEBDA foi desenvolvido não apenas para ser mais uma ferramenta eficiente para armazenar e fornecer dados, mas também para proporcionar um ambiente versátil para análise dos dados e estudo de aglomerados abertos. A base de dados inclui medidas fotométricas, na maioria dos sistemas nos quais os aglomerados já foram observados, dados astrométricos, observações espectroscópicas, vários tipos de informações úteis, tais como, o tipo espectral dos membros dos aglomerados, os tipos de estrelas contidas nos mesmos, e uma extensa bibliografia indicada. Foram incluídos nesta base de dados mapas digitalizados de mais de 200 aglomerados. Eles estão disponíveis para fornecer informações cruzadas de posição, identificação e magnitudes U, B e V simplesmente clicando-se sobre a imagem das estrelas.

No WEBDA estão disponíveis: dados de posição em ascensão reta e declinação (J2000.0), longitude e latitude galácticas, distância, avermelhamento, módulo de distância, idade, metalicidade e publicações referentes aos aglomerados. Além do tipo e a quantidade de estrelas especiais, tais como binárias, variáveis e gigantes vermelhas, por exemplo.

Boa parte das informações contidas no WEBDA são fornecidas no DAML, mas em alguns casos há divergências de parâmetros. O DAML foi escolhido como principal ferramenta de pesquisa no presente trabalho pois contém uma quantidade maior de aglomerados abertos e possui dados cinemáticos destes e de suas estrelas. E como o WEBDA possui informações a respeito do tipo espectral dos aglomerados e também identifica as estrelas especiais, contidas nos mesmos, ele também foi utilizado na pesquisa.

2.2 Seleção da Amostra

Os objetos de interesse no presente trabalho são aglomerados jovens. No catálogo DAML são listados 85 aglomerados abertos com idade inferior a 20 milhões de anos,

sendo inviável estudar detalhadamente todos estes objetos em um curto tempo. Para priorizar os aglomerados a serem estudados durante o mestrado, os critérios de seleção da amostra foram divididos em 3 etapas. A primeira consiste em uma pesquisa realizada nos dois catálogos descritos na seção anterior. Na segunda etapa foram atribuídos pesos aos parâmetros obtidos nos catálogos. Para finalizar, foi feita uma lista de prioridades conforme será descrito adiante.

2.2.1 Pesquisa em catálogos de Aglomerados abertos

A procura por aglomerados estelares jovens foi realizada nos dois catálogos descritos anteriormente, DAML e WEBDA. Em ambos foram selecionados aglomerados que atendiam os seguintes critérios:

- Idades entre 1×10^6 anos e 20×10^6 anos, para que fossem comparados apenas objetos PSP e objetos mais jovens da SP;
- Distâncias inferiores a 2 Kpc , para garantir uma disponibilidade maior de dados na literatura e menor limitação na detecção de objetos fracos (menor massa);
- Localizados no Hemisfério Sul, com $\delta \leq +20$;
- Diâmetro angular inferior a 5 arcmin.

Os dois últimos critérios foram assim definidos visando a realização de missões observacionais no Observatório Pico dos Dias (OPD).

Tanto no DAML quanto no WEBDA foram encontrados 30 aglomerados que atendiam as especificações acima. Entre eles, 3 estavam apenas no primeiro e outros 3 estavam só no segundo catálogo. Unindo ambos foi selecionada uma amostra composta por 33 aglomerados listados na no Apêndice G que apresenta com ascensão reta, declinação, distância, $E(B-V)$ e idade de cada aglomerado, obtidos de ambos os catálogos, e o tipo espectral de boa parte da amostra extraído do WEBDA.

2.2.2 Definição das Prioridades

Tendo em vista que não seria possível estudar detalhadamente todos os 33 aglomerados selecionados, com o intuito de refinar a amostra, foram definidas listas de prioridades

atribuindo maior peso aos parâmetros mais relevantes para o presente trabalho. As listas de prioridades serão discutidas com maior detalhe na seção seguinte.

Os pesos e parâmetros foram distribuídos de acordo com os seguintes critérios:

Catálogos

A fim de garantir uma quantidade maior de parâmetros de um determinado aglomerado e de suas estrelas foi atribuído maior peso (3) aos aglomerados que estavam presentes em ambos os catálogos, DAML e WEBDA, uma vez que ambos apresentam algumas particularidades que os fazem complementares, o primeiro apresenta dados individuais das estrelas além de parâmetros cinemáticos de seus objetos. O segundo apresenta informações sobre a quantidade e os tipos de estrelas especiais (como binárias por exemplo), e o tipo espectral dos aglomerados.

As características individuais das estrelas, tais como, posição, magnitudes nas bandas J, H e K do 2MASS, movimento próprio e pertinência ao aglomerado são de extrema importância neste trabalho e como estes dados são fornecidos pelo DAML, aos objetos presentes apenas neste catálogo foi atribuído peso (1). Para os aglomerados listados apenas no WEBDA não foi atribuído peso algum.

Distância

A proximidade de um aglomerado ao observador facilita muito o seu estudo, uma vez que o limite de detecção de objetos fracos é menor e a qualidade das observações é favorecida. Isso permite a observação e a obtenção de informações não só dos objetos mais brilhantes, mas também dos mais fracos revelando características mais realistas da população estelar deste objeto.

Por isso, aglomerados com distância inferior ou igual a 1000pc receberam peso (2) e aqueles com distâncias entre 1000pc e 1500pc receberam apenas (1).

Excesso de Cor $E(B-V)$

Em um trabalho prévio, realizado durante a graduação, no qual foram utilizados dados 2MASS para a construção de diagramas cor-magnitude, boa parte da amostra que apresentou idade e distância incompatíveis com a literatura pareciam ter um $E(B-V)$ su-

perestimado. Por essa razão, os aglomerados com pequeno excesso de cor, ou seja, aqueles cuja correção de extinção era quase irrelevante, mostraram melhores resultados.

Além disso, estudos feitos em algum aglomerados, como NGC 6611 (Bonatto, Santos Jr. & Bica 2006), mostram que extinção diferencial pode ser encontrada principalmente em aglomerados jovens, nestes casos a extinção média, que geralmente é o valor encontrado na literatura, é razoavelmente alta e não deve ser utilizada no aglomerado todo, pois pode trazer informações erradas da posição das estrelas nos diagramas cor-cor e cor-magnitude.

Para evitar que a extinção fosse um problema a parte neste trabalho, um peso maior foi atribuído aos aglomerados com excesso de cor pequeno: peso (3) para $E(B-V)$ inferior ou igual a 0,1; peso (2) para $E(B-V)$ entre 0,1 e 0,5; e peso (1) para $E(B-V)$ entre 0,5 e 1,0.

Número de membros com pertinência acima de %

Uma grande quantidade de estrelas que fazem parte de um aglomerado proporciona uma determinação melhor de sua idade, distância e $E(B-V)$ através dos diagramas cor-cor e cor-magnitude. Neste trabalho foram considerados membros confiáveis, com boa chance de pertencer ao aglomerado, as estrelas com pertinência igual ou superior a 50%.

Por essa razão, os aglomerados com 100 ou mais estrelas cuja pertinência é no mínimo de 50% receberam maior peso (3). Aos que possuíam entre 50 e 100 membros confiáveis foi atribuído peso (2). E aqueles com uma população estelar entre 25 e 50 objetos confiáveis receberam apenas peso (1).

Resultados Preliminares

Visando uma eficiência maior na escolha da amostra, evitando aglomerados com informações, na literatura, imprecisas ou incorretas dos seu parâmetros, tais como, idade, distância e $E(B-V)$, para estabelecer as prioridades, foram utilizados os resultados preliminares dos diagramas cor-cor e cor-magnitude, nas bandas no JHK, deduzidos durante o Trabalho de Graduação.

Os aglomerados com melhores resultados, ou seja, aqueles cujos diagramas permitem melhor estimar os parâmetros, obtiveram peso (2). E para aqueles não tão claros, mas que apresentaram diagramas com resultados pelo menos compatíveis com a literatura foi

atribuído apenas (1).

Aglomerados mais bem conhecidos

Uma forma de obter informações sobre os aglomerados, além de confirmar os resultados encontrados durante a realização deste trabalho e procurar por explicações para possíveis divergências, é através de trabalhos já publicados relacionados aos aglomerados estudados. Consequentemente aqueles que possuem mais de 20 publicações a seu respeito nos últimos 10 anos receberam maior peso (3). Aos que aparecem entre 20 e 10 publicações foi atribuído peso (2), e os que são estudados em um número menor de publicações (5 a 10) obtiveram peso (1).

Dados do OPD

Parte do objetivo do presente trabalho é fazer o tratamento de dados no óptico que foram obtidos anteriormente em missões realizadas no (OPD), onde alguns aglomerados desta amostra foram observados. Um fator que deve ser levado em conta na determinação das prioridades dos objetos estudados no decorrer deste trabalho é a qualidade dos dados do OPD. Detalhes sobre as observações serão descritos no próximo capítulo. Neste momento é importante notar que a maior parte dos aglomerados foram observados em boas condições climáticas, no entanto, uma das missões não teve condições ideais comprometendo a qualidade dos dados obtidos para estes aglomerados.

Logo, os objetos observados com boas condições atmosféricas receberam peso (2) enquanto os que foram observados em piores condições atmosféricas obtiveram peso (1). Para os que não foram observados não foi atribuído peso algum nesta categoria.

A distribuição dos pesos para cada aglomerado está apresentada na última coluna da Tabela 2.1, adotando um código que indica a primeira letra do critério seguida do peso atribuído naquela categoria.

2.2.3 Critérios de Seleção

Com base nas informações descritas na seção anterior, foi elaborada uma lista de prioridades que variam de 1 a 6, tendo em vista estudar detalhadamente, no decorrer do presente trabalho, pelo menos os aglomerados com prioridades 1 e 2.

A análise dos aglomerados é feita a partir das estrelas que o constituem, sendo necessário, no mínimo, o conhecimento das coordenadas ascensão reta e declinação de cada estrela com chances de pertencer ao aglomerado. Tanto estas coordenadas quanto a pertinência, e até mesmo as magnitudes nas bandas JHK, são fornecidas pelo DAML.

Sendo assim, o primeiro parâmetro utilizado na determinação da lista de prioridades foi a presença de dados individuais das estrelas dos aglomerados. O segundo foi a disponibilidade de dados observados no OPD em 2006.

Dentro de cada prioridade os aglomerados foram ordenados pelo número decrescente de pesos recebidos, como pode ser observado na Tabela 2.1, que apresenta todos os objetos estudados. Porém uma tabela mais completa contendo dos os objetos selecionados estão presentes na Tabela ??.

2.3 Levantamento de dados

Na tentativa de entender melhor a população estelar de cada aglomerado e, para as calibrações das observações no óptico e os estudos nos infravermelho próximo foram investigadas as magnitudes das estrelas, de cada aglomerado, em diversos comprimentos de onda presentes em diferentes catálogos.

No infravermelho foram pesquisados os catálogos: (a) 2MASS (All Sky Catalog of Point Sources - Cutri et al. 2003) que forneceu magnitudes nas bandas J, H e K; (b) MSX (MSX6C Infrared Point Source Catalog - Egan et al. 2003) no qual foram obtidos os dados nas bandas B1(4,29 μm) , B2(4,35 μm), A(8,28 μm), C (12,13 μm), D (14,65 μm) e E (21,34 μm); (c) IRAS (Catalog of Point Source Version 2.0 - IPAC 1986) que forneceu dados nas bandas 12, 25, 60 e 100 μm .

Para efetuar as calibrações das observações no óptico e realizar a análise dos dados do infravermelho próximo foram investigadas as magnitudes das estrelas, de cada aglomerado, em diversos comprimentos de onda fornecidos em diferentes catálogos:(d) NOMAD-1 Catalog (Zacharias et al. 2005) que forneceu dados em B, V e R; (e) The USNO - B1.0 Catalog (Monet et al. 2003) no qual foram adquiridos os dados em B, R e I. Este catálogo possui dois valores de magnitudes B e R, denominados B1, B2, R1 e R2 nos quais um destes valores coincide com os dados do NOMAD; (f) The Full Guide Star Catalogue (GSC) 2.3.2 (STScI, 2006), para este a busca de informações não foi somente por dados fotométricos,

Nome	α	δ	Dist	E(B-V)	Idade	D	N	T	P	Observações
	h m s	°, ', ''	pc	mag	10^6 anos	'	'			
NGC 6613	18 19 58	-17 06 06	1296	0.45	17	5	44	13	1	C3 D1 E2 N1 R3 O2 P0
NGC 6178	16 35 47	-45 38 36	1014	0.22	18	5	34	13	1	C3 D1 E2 N1 R2 O2 P1
Markarian 38	18 15 17	-19 00 00	1471	0.41	8	2	29	12	1	C3 D1 E2 N1 R2 O2 P0
Trumpler 28	17 37 00	-32 29 00	1343	0.73	19	5	26	10	1	C3 D2 E1 N1 R0 O2 P0
Hogg 22	16 46 37	-47 05 00	1216	0.65	6	3	27	9	1	C3 D1 E1 N1 R0 O2 P0
Trumpler 18	11 11 28	-60 40 00	1358	0.32	16	5	111	12	2	C3 D2 E2 N3 R0 O1 P0
Stock 13	11 13 05	-58 53 00	1577	0.22	17	5	15	9	2	C3 D0 E2 N0 R2 O1 P0
NGC 2362	07 18 41	-24 57 18	1480	0.1	5	5	24	13	3	C3 D1 E3 N0 R0 O0 P2
NGC 6604	18 18 03	-12 14 30	1696	0.97	6	5	43	10	3	C3 D0 E1 N1 R3 O0 P1
NGC 5606	14 27 47	-59 37 54	1805	0.47	12	3	38	10	3	C3 D0 E2 N1 R2 O0 P1
Lynga 14	16 55 04	-45 14 00	881	1.43	5	3	15	9	2	C3 D2 E0 N0 R2 O1 P0
NGC 2367	07 20 06	-21 52 54	1400	0.05	5	5	21	9	3	C1 D0 E3 N0 R3 O0 P1
NGC 2659	08 42 37	-44 59 00	1713	0.51	8	5	61	9	3	C3 D0 E1 N2 R2 O0 P0
NGC 3572	11 10 23	-60 14 54	1995	0.39	8	5	31	9	3	C3 D0 E2 N1 R2 O0 P0

Tabela 2.1 - Lista da amostra selecionada, priorizada de acordo com diversos critérios. Colunas 1 a 7 apresentam os dados obtidos na literatura: Nome, Coordenadas em Ascensão Reta (α), Declinação (δ), Distância (Dist), Extinção (E(B-V)), Idade e Diâmetro. As colunas 8 a 10 indicam o Número de Membros com Pertinência acima de 50% dos aglomerados (N). Total de pesos (T), Prioridade que o aglomerado possui (P). A última coluna mostra a distribuição dos pesos para cada aglomerado. Cada letra representa uma categoria e o número em seguida indica quantos pontos o objeto recebeu nesta categoria. As categorias são C - catálogos, D - distância, E - (E(B-V)), N - número de membros com pertinência acima de 50% dos aglomerados, R - resultados preliminares, O - observações feitas no OPD, P - número de publicações. Os pesos variam de 0 a 3 conforme o descrito na Seção 2.2.

Em resumo, as prioridades se referem à disponibilidade de dados do OPD com boa qualidade (1), qualidade inferior (2), ou não disponibilidade (3).

mas também pelos dados das posições das estrelas em estudo, uma vez que o GSC as possui com bastante precisão. Neste catálogo foram obtidos dados nas bandas F (red), B_j (blue), V (green), N ($0,8 \mu\text{m}$) e nas bandas B e U do sistema Johnson. Todos os catálogos no óptico continham pelo menos uma informação para todas as coordenadas pesquisadas.

Por fim em raios X foram adquiridos dados nos fluxos 1 (0.2 - 12 keV) e cobertas pelo satélite XMM e disponíveis no catálogo (*The XMM-Newton 2nd Serendipitous Source Catalogue - 2XMM - XMM-SSC, 2007*).

Toda esta pesquisa foi feita utilizando o *VizieR Service - The VizieR database of*

*Astronomical Catalogues*³.

Em todos os catálogos citados acima, exceto 2MASS e USNO, as pesquisas foram feitas para todas as estrelas com coordenadas listadas no DAML. Fontes IRAS, MSX e XMM não foram encontradas em todos os aglomerados. Nos demais catálogos foram obtidas informações para pelo menos uma de suas estrelas.

No 2MASS foram obtidas informações de todas as estrelas situadas dentro e um círculo de raio de 30' a partir do centro do aglomerado. Estes raios são muito maiores que os do aglomerado que são da ordem de 5'. Eles foram assim escolhidos a fim de determinar a densidade superficial de estrelas de campo e para caracterizar estatisticamente a cor e a magnitude da distribuição das estrelas de campo, que foram utilizados no processo de descontaminação de campo, descrito no Capítulo 4. Para garantir a precisão fotométrica dos dados utilizados nas análises foram selecionadas apenas estrelas com *flag* de qualidade AAA, que fornece uma razão $S/R > 10$, incertezas inferiores a 0,1 mag e magnitudes inferiores ao limite de completeza são $J > 15,8$, $H > 15,1$ e $K_s > 14,7$. No caso de aglomerados na direção do bojo principalmente, esses limites são menores, como por exemplo, $J > 15,3$, $H > 14,0$ e $K_s > 13,3$ para Markarian 38, em $l = 11,98^\circ$ e $b = -0,93^\circ$. Este critério de seleção garante a detecção de melhor qualidade em termos de fotometria e astrometria (Lee et al. 2005).

O catálogo USNO foi o escolhido dentre os catálogos no óptico para ser utilizado na calibração das magnitudes observadas, sendo assim, para ele além dos dados das estrelas listadas no DAML também foram procuradas informações das 100 estrelas mais próximas do centro do aglomerado que se encontravam dentro de um raio de 5 arcmin e possuíam magnitudes nas bandas B1, R1 e I.

Estes dados foram utilizados para a calibração fotométrica dos dados observados no OPD conforme será descrito no capítulo seguinte, onde serão detalhadas as observações e como, a partir delas, foram deduzidas as informações astrométricas e fotométricas no óptico utilizadas neste trabalho.

³ <http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR>

Observações

Os catálogos com dados no óptico, USNO e NOMAD, são constituídos de observações feitas em épocas distintas, sob condições técnicas e atmosféricas diversas, até para o mesmo aglomerado. Isso causa uma dispersão muito grande nos diagramas cor-magnitude e cor-cor construídos a partir destes dados.

Um exemplo de DCM e de diagrama cor-cor está apresentado na Figura 3.1.

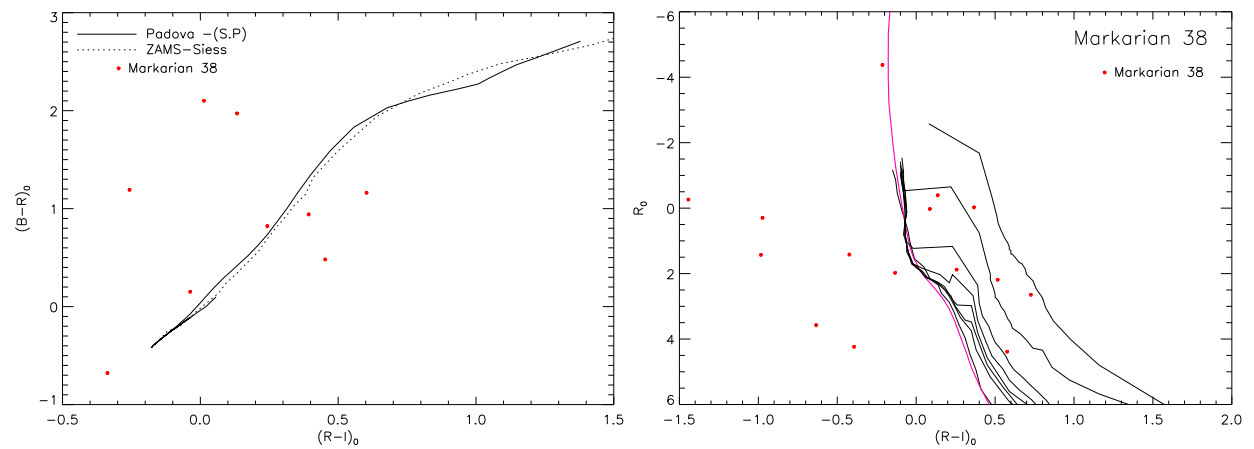


Figura 3.1: Diagramas cor-cor e cor-magnitude do aglomerado Markarian 38 construídos a partir dos dados do catálogo USNO.

Neste diagrama estão apresentadas apenas estrelas com mais de 50% de chance de pertencer ao aglomerado. Note que é impossível determinar qualquer parâmetro fundamental neste DCM devido ao espalhamento dos dados.

Com o intuito de obter as características reveladas pelos comprimentos de onda no óptico, e pela necessidade de uma fonte mais uniforme dos dados, foram utilizadas imagens

obtidas por especificamente para o presente trabalho.

Estas observações foram feitas em duas missões, abril e agosto de 2006, no Telescópio 0,6m Boller Chivens (IAGUSP) do Observatório Pico dos Dias (OPD) operado pelo Laboratório Nacional de Astrofísica (LNA) em Itajubá - MG -Brasil.

A primeira missão ocorreu nos dias 01 e 02 de abril, utilizando-se a câmara 4 com o CCD 106 que possui tamanho de 1024 x 1024 pixels, ganho de 5,0 elétrons/ADU, ruído de leitura 4,0 elétrons/pixel. O segundo conjunto de observações foi realizado em 24, 25 e 26 de agosto. Nesta missão também foi utilizada a câmara 4, porém o CCD utilizado foi o 105 que possui tamanho de 2048 x 2048 pixels, com ganho de leitura de 2,5 elétrons/ADU e ruído de leitura 5,0 elétrons por pixel. Em ambas foram utilizados os filtros B, V, R e I.

O conjunto de dados obtidos nas duas missões consistiram de 20 imagens de *bias*, 10 imagens de *flat-field*, estrelas padrões e dos objetos em estudo nos 4 filtros. Metade das imagens de *bias* e de *flat-field* foram feitas no início da noite e a outra metade no final.

O método obtenção das magnitudes a partir dos dados observacionais foi separado em três etapas: Tratamento de Imagens e Redução dos Dados, na qual foram feitas todas as correções necessárias, Fotometria e Astrometria, na qual foram feitas a fotometria instrumental por *Point Spread Function* (PSF) e a calibração astrométrica. E, por fim, calibração fotométrica na qual as magnitudes obtidas na etapa anterior foram convertidas para o sistema de Johnson. Os detalhes deste procedimento esta descrito neste capítulo.

3.1 Tratamento de Imagens e Redução dos Dados

Todo o tratamento das imagens foi feito utilizando o pacote **ccdred** do IRAF, que contém as ferramentas e tarefas citadas adiante.

O primeiro passo para a redução dos dados é a verificação dos cabeçalhos das imagens. Para isso foi utilizado o comando `hselec *fits $I, object, ra, dec, epoch, ut, st, ha, airmass arquivo.txt`. Este comando forneceu uma lista com a identificação da imagem, o tipo do objeto, ascensão reta, declinação, a época destes valores, o horário da obtenção dos dados, o tempo sideral, ângulo horário e a massa de ar de cada imagem. Com esta lista foi verificado que não havia parâmetros incorretos nos *headers* das imagens.

3.1.1 Overscan

O passo seguinte foi a determinação da região de *overscan* (linhas e colunas ao longo da imagem que não foram expostas a luz) para isso foi empregada a ferramenta ***implot*** em várias imagens de *flat-field*. Optou-se por cortar antes essa região das imagens, para que ela não interferisse no restante das análises. O corte as imagens foi feito com a ferramenta ***ccdproc***, para a qual habilitou-se apenas a função ***trim***. Esta correção foi aplicada a todas as imagens, não sendo necessário fazer correção de *overscan*.

3.1.2 Correção de Bias

A fim de corrigir o ruído de leitura das imagens foi aplicada uma correção de *bias*, que nada mais é do que a subtração da imagem de *bias* das demais. Para isso utilizou-se a tarefa ***zerocombine***, para gerar uma única imagem combinada a partir das 10 imagens de *bias* obtidas no início ou final da noite. Com o ***zerocombine***, gerou-se uma imagem média da qual foram rejeitados os valores de contagem máximo e mínimo de cada *pixel*. Para verificar a qualidade estatística desta combinação, utilizou-se a ferramenta ***imstat*** que fornece os valores médios de contagens das imagens.

Todas as imagens dos objetos, estrelas padrões e de flat-field sofreram correção de *bias* por meio da tarefa ***ccdproc*** para o qual foi habilitada apenas a função ***biascor***.

3.1.3 Correção de Flat-Field

A correção de *flat-field* foi utilizada para eliminar os efeitos de diferenças nas respostas dos píxeis, para isso a imagem de estudo foi dividida por uma imagem de *flat-field* normalizada. Para gerar esta imagem utilizou-se a tarefa ***flatcombine***, que gerou uma imagem média de *flat-field* normalizada, a partir das 5 imagens obtidas em um determinado filtro.

Foi feita uma imagem de *flat-field* médio em B, V, R e I, aplicando-se esta correção foi em cada imagem de estudo e de estrelas padrões utilizando o *flat-field* correspondente ao seu filtro. Para isso também foi utilizado o ***ccdproc***, habilitando apenas a função ***flatcor***.

3.2 Fotometria e Astrometria

A determinação das posições das estrelas e a fotometria instrumental das mesmas foi feita utilizando o programa *StarFinder*.

De acordo com o descrito pelos autores ⁴, este programa foi desenvolvido em IDL, com interfaces gráficas para análise de campos estelares. Ele foi elaborado por *Emiliano Diolaiti* e colaboradores (*Univeristá degli Studi di Bologna, European Southern Observatory e Observatório Astronômico di Bologna*), para detectar estrelas e determinar suas posições e fluxo relativo. O programa foi elaborado basicamente para dados obtidos a partir de Óptica Adaptativa (AO), lembrando os seguintes aspectos:

- Uma observação típica em AO é caracterizada por uma PSF complexa, com um pico agudo, um ou mais anéis de difração fragmentados e um halo extenso;
- Observações em AO são muito bem modeladas, ou seja, há no mínimo dois pixels na FWHM da PSF.

A rotina implementada no *StarFinder* tem a função de analisar campos estelares com uma imagem digital da PSF, sem nenhuma aproximação analítica. Na prática a PSF é utilizada como um molde, que pode ser dimensionado e transladado por deslocamentos da ordem de sub-pixel.

A acurácia do posicionamento da PSF dentro da imagem de uma dada estrela é realizada por interpolação de convolução cúbica, que se aproxima muito da interpolação ideal.

Este programa é indicado apenas para obtenção de astrometria e fotometria de alta precisão de fontes pontuais em imagens de campos densos com alta resolução. Maiores detalhes sobre o funcionamento o programa será descrito na próxima seção, na qual será detalhada como foram obtidos os fluxos e as posições das estrelas.

3.2.1 Fotometria PSF

O primeiro passo para se fazer fotometria PSF utilizando o programa *StarFinder* foi calcular o ruído da imagem. Isso foi feito selecionando o comando ***compute*** na opção

⁴ <http://www.bo.astro.it/~giangi/StarFinder>

noise de **Image**. Optou-se por calcular o ruído gaussiano a partir da imagem em estudo, para isso foram considerados o ruído de fótons, o número de exposições da qual a imagem é formada (geralmente 1, mas em alguns casos foi necessário somar duas imagens sub-expostas para se obter uma imagem estatisticamente melhor), e o fator de conversão (elétrons/ADU). Este comando constrói um histograma do ruído da imagem e faz um ajuste para determinar a moda e o desvio padrão. O ruído gaussiano ajustado é dado pela combinação dos ajustes de uma função gaussiana e um polinômio quadrático. Dentre as opções fornecidas pelo programa esta foi a que forneceu o melhor ajuste. Os valores obtidos foram armazenados na memória do programa e utilizados posteriormente para o cálculo da PSF.

Em seguida foi feita a extração da PSF através do comando **Extract from image** em **PSF**. Para isso foi escolhida uma PSF de saída de tamanho 128 píxeis e uma matriz com 9 vezes o tamanho da FWHM para estimar o céu. A combinação das fontes pontuais foram feitas pelo cálculo da mediana dos pontos em um raio de normalização de 1 FWHM. O nível de saturação (*threshold*) escolhido foi de 32000 contagens, fornecido pelo OPD. Para calcular a PSF foram selecionadas em média 10 estrelas brilhantes, não saturadas e isoladas. Após selecioná-las o programa as mostra em detalhe e pede para o usuário confirmar a escolha. Em alguns casos, as estrelas selecionadas não apresentavam formato circular ou possuíam uma companheira, estas estrelas foram desconsideradas da seleção.

Feito isso, o programa calculou um modelo PSF que necessitava ser refinado. O refinamento foi realizado em duas etapas, primeiramente escolhendo o comando **Support** na opção **Post Process** de **PSF**, onde foi aplicada uma máscara circular de raio 45 píxeis e optou-se por utilizar um *threshold* nulo para a extração da componente principal. Esta máscara tem a função de eliminar tudo o que está fora deste raio. No entanto, dependendo do fundo de céu o programa contabiliza ruídos espúrios ao redor da mesma que devem ser eliminados, já que a área considerada no cálculo da PSF (128 píxeis) é maior que o tamanho da máscara. A seguir a PSF foi normalizada e o programa fez a astrometria e fotometria selecionando-se o comando **Astrometry and Photometry**. Nesta primeira etapa realizou-se uma única busca com um *threshold* de detecção de 5 píxeis, onde foram consideradas estrelas somente os objetos com coeficiente de correlação superior a 70%. Com este procedimento o programa forneceu uma lista contendo as posições em X e Y das

estrelas, seus fluxos expressos em contagens, as incertezas destas medidas e o coeficiente de correlação do ajuste.

Ao término desta etapa foi necessário refazer a extração da PSF com as mesmas estrelas, para eliminar todas as fontes contaminantes das estrelas selecionadas anteriormente. Para fazer o refinamento foi utilizada uma máscara circular de raio de 40 píxeis e aplicou-se um halo suave com raio interno de 32 píxeis e um raio de suavização de 16 píxeis. Este halo suave serve para minimizar os efeitos de borda nas extremidades da PSF. Em seguida a normalização, a astrometria e a fotometria foram refeitas de forma semelhante ao já descrito, com a pequena diferença de que foram realizadas duas buscas com um *threshold* de detecção de 3 píxeis cada.

Ao analisar os arquivos de saída constatou-se que, ao selecionar as estrelas mais brilhantes da imagem, a PSF não se ajustava muito bem para as estrelas mais fracas. Para a maioria dos aglomerados observados foram obtidas uma imagem de longa e outra de curta exposição, respectivamente com o objetivo de se detectar objetos fracos e de se evitar saturação dos objetos brilhantes. Então para as imagens de longa exposição foram selecionadas as estrelas mais fracas e nas de curta exposição foram escolhidas as mais brilhantes. Nos casos que havia apenas uma imagem todo o processo de obtenção dos fluxos foi feito duas vezes, uma vez escolhendo estrelas mais brilhantes e a outra selecionando as estrelas mais fracas para o cálculo da PSF, para se ter um bom coeficiente de correlação para toda a amostra.

Fazendo isso foram gerados dois arquivos contendo as coordenadas e os fluxos para cada filtro de um mesmo aglomerado, para obter apenas um arquivo de saída foi desenvolvido um algoritmo que comparava as coordenadas em X e Y das estrelas em cada arquivo de saída e ao encontrar as mesmas coordenadas nos dois arquivos comparava os coeficientes de correlação deles e selecionava o fluxo e erro daquele que possuía maior coeficiente de correlação, além de eliminar as fontes saturadas. Este procedimento foi feito para cada filtro em separado, fornecendo desta forma, um arquivo único contendo as coordenadas em X e Y, fluxo e erros para cada filtro.

3.2.2 Identificação das Coordenadas (Astrometria)

Como programa *StarFinder* forneceu as posições em X e Y e não em coordenadas equatoriais, ascensão reta e declinação, para obtê-las foi elaborada uma rotina de transformação na qual utilizou-se o ALADIN *The Aladin Sky Atlas* ⁵ e o DS9. O ALADIN possui um *applet* que busca uma imagem centrada em uma determinada coordenada e encontra informações, tais como coordenadas, identificação, tipo espectral, entre outros, dos objetos conhecidos presentes nesta imagem no SIMBAD *Astronomical Database*. Com isso foi possível obter a ascensão reta e declinação de estrelas conhecidas das imagens.

Com o DS9 foram identificadas estas estrelas nas imagens observadas na qual foram obtidas as posições das mesmas em X e Y. Como a posição determinada por meio do DS9 apresenta uma incerteza de 2 a 4 píxeis, para refinar o processo de transformação de coordenadas, as posições X e Y foram confirmadas nos arquivos fornecidos pelo *StarFinder*.

Para isso foram selecionadas cerca de 10 estrelas para obter as coordenadas equatoriais. Foram feitos gráficos (como o da Figura 3.2.) da posição em função da coordenada, e da coordenada em função posição, e a partir de um ajuste linear destes foram obtidas as equações de transformação, nas formas:

$$X = a * \alpha + b \quad (3.1)$$

$$\delta = a' * Y + b' \quad (3.2)$$

Em alguns casos não havia tantas estrelas conhecidas nas imagens, para estes a qualidade da transformação ficou um pouco inferior, com erros de 2 a 3 píxeis ou 0,7 a 1,0 arcsec. Este procedimento foi feito apenas uma vez para cada aglomerado, tendo em vista que as imagens foram alinhadas durante a redução dos dados.

Como os campos são pequenos (cerca de 10 minutos de arco) as imagens não sofreram distorções curvas o que poderia comprometer a qualidade das transformações utilizadas.

⁵ <http://aladin.u-strasbg.fr>

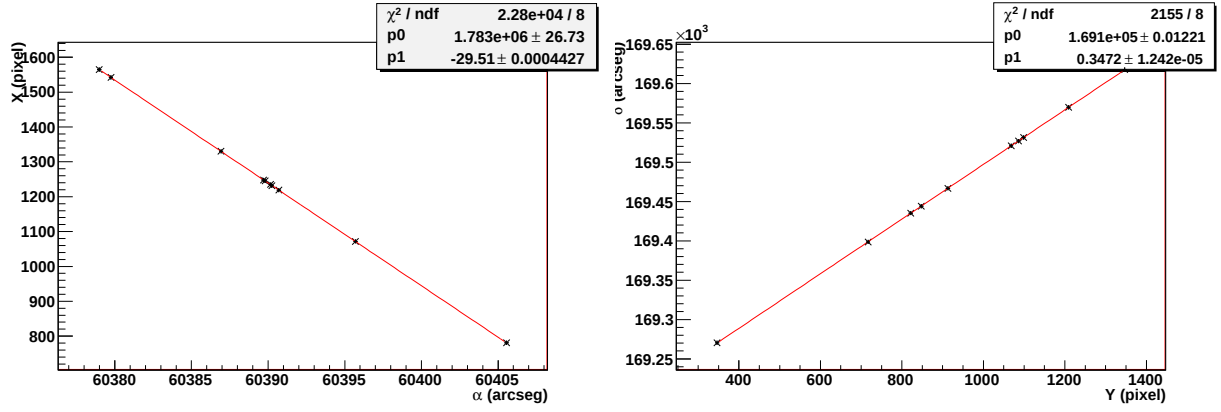


Figura 3.2: Gráficos utilizados para a determinação dos coeficientes de transformações entre coordenadas equatoriais e posições(X,Y) nas imagens.

3.3 Calibração Fotométrica

Como o programa *StarFinder* obteve os fluxos em contagens, para as análises posteriores do presente trabalho foi necessário transformá-los em magnitudes em um sistema fotométrico, que a princípio foi escolhido o de Johnson.

Para isso primeiramente os fluxos foram transformados em magnitude instrumental a partir da equação 3.3:

$$m_i = -2,5 \log\left(\frac{F}{t_{exp}}\right) + C \quad (3.3)$$

Onde m_i é a magnitude instrumental, F é o fluxo, t_{exp} é o tempo de exposição e C é uma constante.

O valor da constante foi adotado de forma a obter apenas magnitudes positivas, sendo $C = 20$. As incertezas foram calculadas da mesma forma que é feito pelo IRAF, a partir da equação 3.4:

$$\sigma_{m_i} = -1,0857 \left(\frac{\sigma_F}{F} \right) \quad (3.4)$$

Onde σ_{m_i} é a incerteza da magnitude instrumental e σ_F é a incerteza do fluxo.

Como não foi possível observar estrelas padrões em todas as imagens, foi desenvolvida uma técnica de calibração fotométrica a partir de dados de um catálogo. A princípio

foi utilizado o catálogo USNO - B1.0, pois o NOMAD apresentava uma não uniformidade muito maior dos seus dados.

O método desenvolvido consiste em, a partir do catálogo escolhido, selecionar as 100 estrelas mais próximas do centro da imagem que possuem as magnitudes nas bandas B1(400 - 500nm), R1(600-750nm) e I(750-1000), no caso do USNO, e que foram observadas na mesma época.

Tendo as magnitudes aparente e instrumental foi feito um gráfico comparando estas medidas. A partir deste gráfico notou-se uma relação linear entre estas duas medidas para a maioria dos objetos graficados.

Para quantificar esta correlação foi feito um ajuste linear. Para refinar este ajuste, a partir dos seus coeficientes linear e angular foram construídas duas retas, uma com o coeficiente angular somado a 3 vezes sua incerteza e a outra com o coeficiente subtraídos de 3 vezes sua incerteza (3σ). Todos os pontos que se encontravam fora do intervalo destas duas retas foram descartados, em seguida foi feito um novo ajuste linear.

Este processo foi feito gerando outras duas retas somando e subtraindo apenas 2 vezes as incertezas (2σ) dos novos coeficientes encontrados, novamente o que esta fora deste limite foi eliminado. Novamente mesmo processo foi feito considerando apenas 1 incerteza (1σ) dos novos coeficientes e por fim o ajuste linear foi feito a partir dos pontos que ficam dentro do intervalo de 1σ . Este foi o ajuste utilizado para a obtenção das magnitudes no sistema do catálogo. Os gráficos construídos para a calibração fotométrica foram semelhantes ao da Figura 3.3. E a equação de transformação é dada por:

$$m_c = a * m_{obs} + b \quad (3.5)$$

Onde m_c é a magnitude calibrada e m_{obs} é a magnitude observada.

Considerando a ausência de estrelas padrão nas imagens estudadas, como é necessário utilizar fotometria diferencial para a construção dos diagramas cor-cor e cor-magnitud este método foi eficiente e simples para obter as magnitudes aparentes.

Para verificar a qualidade do ajuste foi necessário construir um diagrama cor-cor e verificar se as magnitudes calibradas proporcionavam a posição correta da estrela na curva de 4 milhões de anos de Padova (Girardi, 2000) e de idade zero da seqüência principal (ZAMS)(Siess 2000). Nas primeiras tentativas de calibração utilizando o USNO constatou-

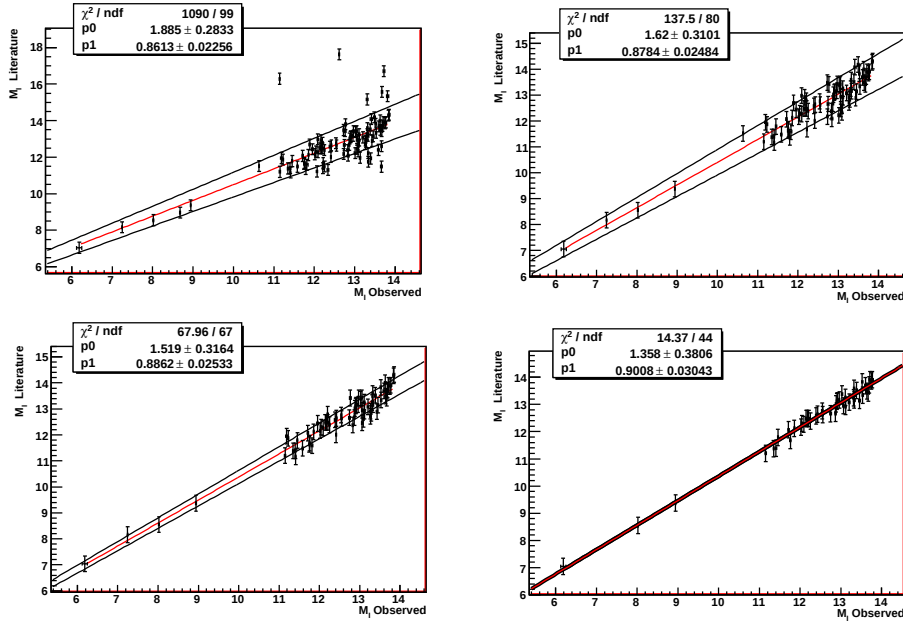


Figura 3.3: Gráficos das magnitudes da Literatura x Observada, mostrando o ajuste linear e seus coeficientes ($y=p1*x+p0$). Acima e a esquerda estão apresentados todos os pontos da amostra. Acima e a direita, todos os pontos que passaram por um corte de 3σ . Abaixo e a direita, um corte em 2σ e abaixo e a esquerda um corte em 1σ . Cada linha vermelha representa o ajuste linear dos dados e as linhas pretas são os cortes utilizados para o passo seguinte.

se que as estrelas estavam aproximadamente distribuídas sobre ZAMS com uma pequena inclinação. Em busca de soluções para este problema verificou-se que o sistema fotométrico do USNO é diferente do sistema em que a ZAMS foi construída (Johnson).

Desta forma, foi necessário aplicar uma transformação do sistema adotado pelo USNO para o sistema Johnson. Não foi encontrada na literatura nenhum trabalho anterior que tivesse feito esta conversão, mas verificou-se que Monet et al. (2003) fizeram a transformação do sistema USNO para o sistema adotado pelo SDSS (*Sloan Digital Sky Survey*) e que Fukugita et al. (1996) fizeram a transformação deste sistema para o Johnson, a partir das relações apresentadas por eles, foram utilizadas no presente trabalho as seguintes equações de transformação USNO - Johnson:

$$B_J = 0,979B_{1U} + 0,021R_{1U} + 0,412 \quad (3.6)$$

$$R_J = 1,002R_{1U} - 0,002B_{1U} + 0,046 \quad (3.7)$$

$$I_J = 0,877I_U - 0,051B_{1U} - 0,174R_{1U} + 0,036 \text{ para } (R - I)_J < 1,15 \quad (3.8)$$

$$I_J = 0,614I_U - 0,036B_{1U} - 0,423R_{1U} - 0,311 \text{ para } (R - I)_J \geq 1,15 \quad (3.9)$$

Estas transformações foram aplicadas aos dados fornecidos pelo USNO. Como pode ser observado na Figura 3.4 esta transformação foi bastante satisfatória pois aproximou os dados do USNO (pontos azuis) as isócronas. Os pontos vermelhos representam os dados USNO transformados para o sistema Jonhson.

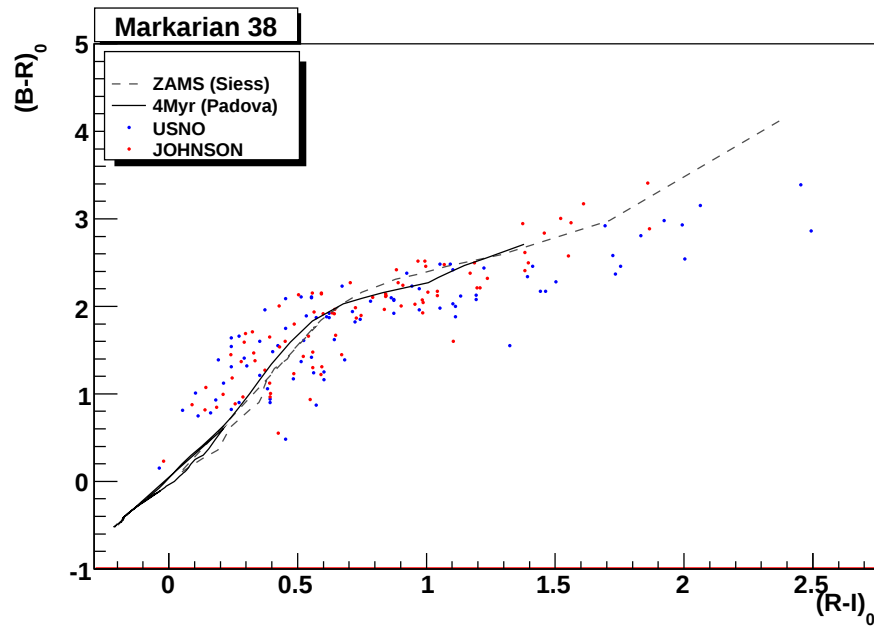


Figura 3.4: Diagrama Cor-Cor das estrelas na direção do aglomerado Markarian 38 utilizadas para a calibração fotométrica. Os pontos azuis representam os dados encontrados no catálogo USNO e os pontos vermelhos correspondem às magnitudes aparentes transformadas para o sistema Jonhson

Finalmente, utilizando as equações (3.6) a (3.9), a calibração foi refeita e as magnitudes assim obtidas foram aplicadas na caracterização dos aglomerados, como descrito no capítulo a seguir.

Caracterização dos Aglomerados

A caracterização de aglomerados estelares depende da determinação de suas propriedades estruturais - tais como tamanho, densidade, massa - e fundamentais - como extinção, idade e distância.

Para estimar esses parâmetros destacam-se duas possibilidades que dependem da utilização de dados astrométricos ou fotométricos das estrelas que compõem o aglomerado. Os dados astrométricos - que correspondem às coordenadas (ascensão reta e declinação) - são fundamentais para a determinação das características estruturais, a saber, densidade superficial, raio total, raio do núcleo, morfologia e estado dinâmico. Os dados fotométricos, constituídos das magnitudes em diferentes bandas, fornecem informações sobre extinção, distância, idade e massa do aglomerado, oriundas de diagramas cor-cor e cor magnitude.

O estudo destas propriedades em diferentes comprimentos de onda oferece maior confiabilidade nos parâmetros obtidos, além de revelar outras características que só podem ser observadas em comprimentos de onda específicos. Por essa razão, neste trabalho a caracterização foi realizada no infravermelho para boa parte amostra e no óptico para os aglomerados observados do OPD.

Neste capítulo apresenta-se a caracterização do aglomerado Markarian 38, para ilustrar a metodologia adotada. Os resultados dos demais aglomerados serão apresentados no Capítulo 5.

4.1 *Infravermelho*

Em aglomerados estelares muito jovens é esperada a presença de gás e poeira remanescentes da nuvem que os originaram. Este material espalha ou absorve a radiação

emitida pelas estrelas, principalmente no óptico (BVRI), cujos comprimentos de onda são da mesma ordem de grandeza do tamanho dos grãos.

Por outro lado, no infravermelho próximo, por se tratarem de comprimentos de onda maiores, a radiação emitida não é tão afetada pela presença de poeira. Além disso, objetos muito jovens, que possuem um excesso na banda K_s , pois, ainda estão rodeados por um disco de gás e poeira, emitem uma maior radiação no infravermelho, pois a emissão óptica da estrela é absorvida pelos grãos e re-emitida em comprimentos de onda mais longos.

Outra vantagem das cores nas bandas JHK, do 2MASS por exemplo, é que elas fornecem a variação máxima entre DCMs de aglomerados com diferentes idades (Bonatto, Bica & Girardi (2004)).

Devido a todas essas características e a completeza do catálogo 2MASS, esses comprimentos de onda tornam-se a melhor opção para o estudo de aglomerados jovens. O 2MASS, em particular, tem cobertura para todo o céu, com dados fotométricos e astrométricos, motivando a utilização do infravermelho como principal ferramenta de estudo dos aglomerados selecionados no presente trabalho.

Nesta seção será descrita como foi realizada a caracterização com base nos dados 2MASS. Primeiramente, será explicado como os parâmetros estruturais foram determinados por intermédio de mapas de densidade superficial e perfis de densidade radial. Em seguida, será apresentado como foram construídos os diagramas DCC e DCMs, e como, a partir deles, foram determinados os parâmetros fundamentais: distância, extinção, idade e massa.

4.1.1 Filtro Cor-Magnitude

Boa parte dos aglomerados estudados localizam-se em regiões muito densas, de forma que as estrelas que os compõem podem ser facilmente confundidas com as do campo. Isso traz a necessidade de utilizar métodos apropriados de extração de estrelas de campo para melhor determinar a estrutura dos aglomerados.

Na Figura 4.1, que é uma imagem do aglomerado Markarian 38, é possível verificar quão denso pode ser o campo na direção do aglomerado.

Para realçar as estruturas e diminuir as flutuações causadas pelo campo, é necessário aplicar um filtro na cor e na magnitude dos objetos estudados, a fim de eliminar boa parte



Figura 4.1: Imagem do aglomerado Markarian 38 obtida a partir da sobreposição de imagens adquiridas no OPD. A cor azul representa o filtro B, o verde o filtro R e o vermelho o filtro I (10' x 10' com norte para baixo e leste para a esquerda).

das estrelas que pertencem ao campo. O procedimento adotado no presente trabalho foi previamente utilizado em análises de aglomerados abertos, tais como Pismis5, vdB80, NGC 1931 e BDSB96 por Bonatto & Bica (2009) e NGC 6611 (Bonatto et al. 2006).

Esse filtro deve ser suficientemente abrangente para acomodar estrelas PSP e SP descartando apenas as estrelas com cores e magnitudes discrepantes às do aglomerado. Mesmo aplicando esse filtro resta um resíduo de estrelas de campo com cores semelhantes às cores do objeto em estudo. Para estimar esta contaminação é necessário estabelecer um amplo campo circunvizinho, que será comparado com a região do aglomerado.

Utiliza-se o DCM para a determinação do filtro. Nesse diagrama todas as estrelas compreendidas dentro de um raio de 20', com relação ao centro do aglomerado, recebem o mesmo tratamento para o cálculo tanto das magnitudes absolutas quanto da correção de extinção. Os procedimentos serão detalhados nas Seções 4.1.5 e 4.1.6. Por enquanto cabe ressaltar que foram utilizados a distância e o $E(B-V)$ obtidos da literatura para a construção desse DCM.

Os filtros adotados são semelhantes ao apresentado na Figura 4.2. Para cada aglomerado aplicou-se o filtro que melhor atendia a distribuição no seu DCM.

Para a construção deste diagrama a magnitude absoluta J_0 e a cor $(J-K_s)_0$ foram

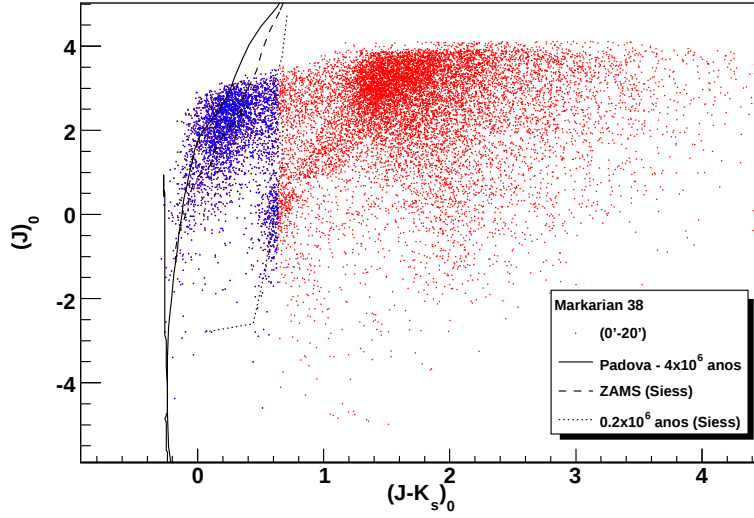


Figura 4.2: Diagrama Cor-Magnitude ($J_0 \times (J-K_s)_0$) utilizado para a determinação dos filtros na cor e na magnitude do aglomerado Markarian 38. Os pontos vermelhos representam todas as estrelas compreendidas no interior de um raio de 20' com relação ao centro do aglomerado, e os pontos azuis mostram os objetos remanescentes após a filtragem. A linha cheia representa a isócrona de Padova de 4×10^6 anos (Girardi 2002) e as outras linhas representam as isócronas de Siess (2000) ZAMS - tracejada, e de $0,2 \times 10^6$ anos, pontilhada.

calculadas utilizando a distância e o $E(B-V)$ obtidos no catálogo DAML.

A determinação de todos os parâmetros estruturais foi feita utilizando apenas as estrelas selecionadas, o que permitiu uma melhor avaliação do perfil do aglomerado, como será discutido nas seções a seguir.

4.1.2 Mapas de Densidade Superficial

Para averiguar a morfologia da região observada foram construídos mapas de densidade superficial, sendo que as coordenadas, ascensão reta (α) e declinação (δ), são apresentadas em graus. A transformação da ascensão reta de horas para graus foi feita de acordo com a equação 4.1.

$$\alpha(^{\circ}) = \alpha^h \times 15 \times \cos(\delta_{cent}) \quad (4.1)$$

onde δ_c é a declinação do centro do aglomerado.

A densidade superficial ($\sigma = \text{estrelas} / \text{arcmin}^2$) foi calculada em células de $|\Delta(\alpha \cos(\delta_{cent}))| =$

$|\Delta\delta| = 2,5'$ cobrindo uma área total de $20'$ de raio com relação ao centro do aglomerado, conforme o apresentado na Figura 4.3a.

Com o intuito de preservar a morfologia do centro do aglomerado, a região central do objeto foi mantida em uma única célula. Por essa razão foi considerado um campo de $42,5' \times 42,5'$ dividido em 289 células de $2,5' \times 2,5'$. Embora as regiões selecionadas para a análise do campo e do aglomerado sejam circulares, os mapas de densidades superficial da Figura 4.3 apresentam algumas deformações oriundas da divisão quadrada das células do histograma.

A escala de cores representa o número de estrelas por arcmin^2 sendo que a densidade aumenta do azul para o vermelho.

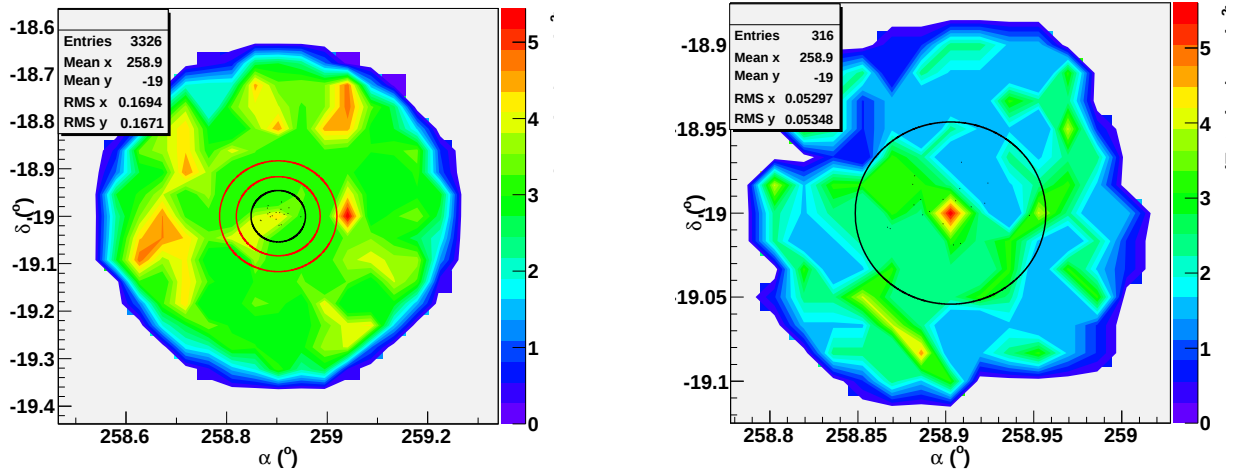


Figura 4.3: Mapas de Densidade Estelar Superficial no Infravermelho: A escala de cores é crescente do azul para o vermelho. À esquerda apresenta-se uma região de raio $20'$, cujas células de contagem de estrelas correspondem a $|\Delta(\alpha \cos(\delta_{cent}))| = |\Delta\delta| = 2,5'$. O mesmo aglomerado é apresentado à direita em um mapa mais detalhado do centro da região estudada, considerando-se neste caso, células de $|\Delta(\alpha \cos(\delta_{cent}))| = |\Delta\delta| = 1,0'$. A área de cada aglomerado é indicada pelo círculo preto. Nos mapas à esquerda a região delimitada pelos círculos vermelhos corresponde ao campo de comparação. E os pontos pretos representam as estrelas com probabilidade acima de 70% de pertencerem ao aglomerado, segundo o catálogo DAML.

Além de revelar a morfologia e o tamanho do aglomerado, estes mapas são fundamentais na determinação do campo de comparação utilizado para a descontaminação e o

cálculo da densidade do campo, que deve ser a região mais uniforme possível. No mapa a região do aglomerado é delimitada pelo círculo preto ($r \leq 3,5'$) e o campo de comparação está situado entre os círculos vermelhos ($5' \leq r \leq 7'$).

Para a confirmação de que a região pelo círculo preto delimita o aglomerado estudado, as posições das estrelas com probabilidade de pertinência acima de 70%, segundo o catálogo DAML, foram ressaltadas com pontos pretos.

As áreas que contém os aglomerados estudados neste trabalho possuem raio igual ou inferior a $5'$ (com excessão à NGC 2659), desta forma, uma variação nas coordenadas de $2,5'$ é ineficiente para revelar as estruturas do aglomerado e do campo em uma vizinhança próxima. Por essa razão foram feitos outros mapas, de forma semelhante ao descrito acima, considerando células menores $|\Delta(\alpha \cos(\delta_{cent}))| = |\Delta\delta| = 1,0'$, em uma área total um pouco maior que a área do aglomerado. No caso de Markarian 38, que possui um raio de $3,5'$, a área considerada é de $5,0'$. O segundo mapa está apresentado à direita na Figura 4.3, onde a área do aglomerado está delimitada pelo círculo preto.

4.1.3 Perfil Radial de Densidade (PRD)

Definida a região de abrangência do aglomerado, para determinar o seu centro foram usadas distribuições do número de estrelas em função da ascensão reta e da declinação adotando-se bins de $0,5'$. No caso de Markarian 38 isso corresponde a uma área circular com raio de $3,5'$, com relação às coordenadas centrais dadas pela literatura. A centróide de cada distribuição - calculada por intermédio de um ajuste gaussiano ⁶ correspondem às coordenadas do centro do objeto. As incertezas destas medidas foram estimadas como sendo metade do sigma do ajuste realizado. Estes histogramas estão apresentados na Figura 4.4.

As coordenadas do centro o aglomerado encontradas por este método foram $18^h 15^m 16^s \pm 5^s$ e $-19^\circ 01' \pm 1'$, confirmando as coordenadas adotadas da literatura: $18^h 15^m 17^s$, $-19^\circ 00' 00''$.

Para investigar a estrutura radial dos aglomerados foi utilizado o perfil de densidade radial (PRD) calculado da seguinte maneira:

⁶ Perfil gaussiano para ajuste da centróide: $y(x) = C e^{-\frac{1}{2}\left(\frac{x-x_0}{2\sigma}\right)^2}$

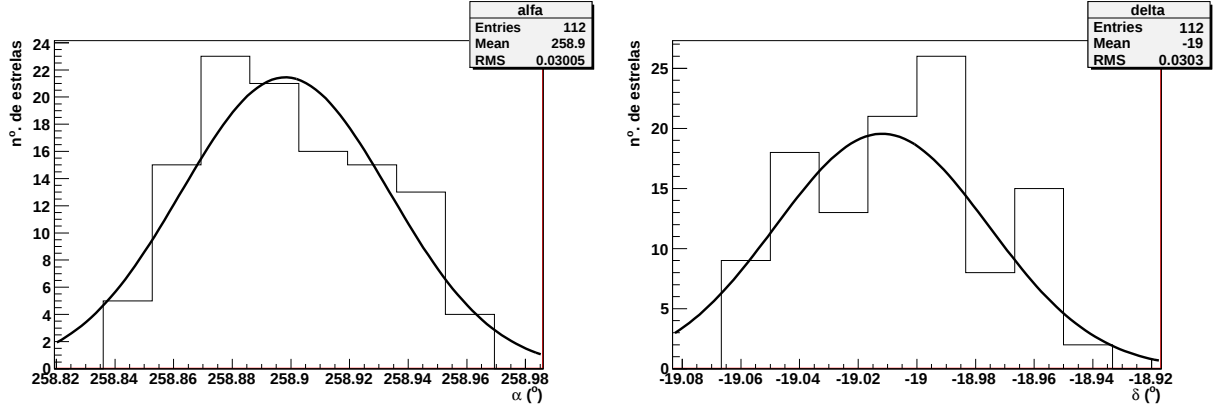


Figura 4.4: Histogramas usados na determinação do centro do aglomerado com dados infravermelhos: à esquerda está apresentada a distribuição no número de estrelas em função da ascensão reta em graus e à direita a distribuição em função da declinação. A curva preta representa o ajuste de uma função Gaussiana.

$$\sigma(r) = \frac{n^{\circ} \text{ de estrelas}}{\pi(r_{fin}^2 - r_{inic}^2)} \quad (4.2)$$

Sendo que, n° de estrelas corresponde à contagem de estrelas dentro de anéis concêntricos, e $\pi(r_{fin}^2 - r_{inic}^2)$ é a área projetada do anel.

Foram considerados 40 anéis variando de $0' \leq r \leq 20'$ em torno do centro do aglomerado.

Tais densidades obtidas foram graficadas em função da distância ao centro do objeto (Figura 4.5). O raio considerado no gráfico é a metade do intervalo, ou seja, a diferença entre os raios final (r_{fin}) e inicial (r_{inic}) dividido por dois. A incerteza das medidas foram calculadas supondo que o número de estrelas em cada anel segue a estatística de Poisson⁷. A exemplo do trabalho de Bonatto & Bica (2006, 2009), entre outros, para parametrizar o PRD foi ajustada aos dados observados uma função similar ao modelo empírico de King (1962), dada por:

$$\sigma(r) = \sigma_{bg} + \frac{\sigma_0}{1 + (r/r_c)^2} \quad (4.3)$$

Para minimizar os graus de liberdade do ajuste, a contribuição da densidade do

⁷ Incerteza segundo estatística de Poisson: $\sigma = \sqrt{N}$

fundo do céu (σ_{bg}) foi considerada constante e calculada como sendo a densidade média do campo de comparação determinado anteriormente. No caso de Markarian 38 este campo consiste no anel em que $5' \leq r \leq 7'$, delimitado pelos círculos vermelhos da Figura 4.3. Porém, este campo de comparação varia de aglomerado para aglomerado.

O melhor ajuste para os PRDs observados foi obtido pelo método do (χ^2) a partir do qual obteve-se a densidade σ_0 e o raio r_c centrais do aglomerado e suas incertezas. O perfil de densidade radial de Markarian 38 está apresentado na Figura 4.5.

O raio do aglomerado r_{cl} foi obtido visualmente, sendo definido como o ponto médio onde a densidade estelar do aglomerado se confunde com a do campo. A incerteza adotada corresponde à metade da diferença entre os raios máximo e o mínimo que o ajuste pode proporcionar. Para facilitar a identificação da região em que isso acontece é traçada uma reta constante em vermelho na altura do (σ_{bg}).

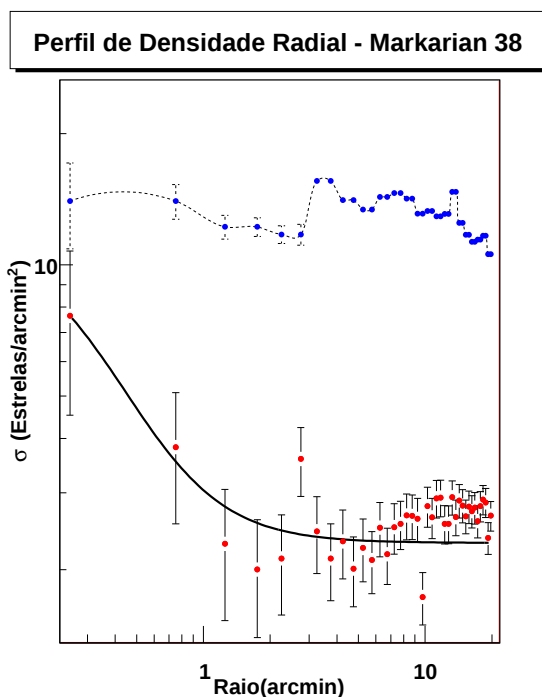


Figura 4.5: Perfil radial de densidade estelar : Gráfico da densidade de estrelas (σ = número de estrelas/arcmin²) em função do Raio(arcmin) do aglomerado Markarian 38. Os pontos azuis representam a densidade de estrelas observadas e os pontos vermelhos representam a densidade após a aplicação do filtro na cor e na magnitude. A curva preta representa o melhor ajuste dos Parâmetros de King para o PRD das estrelas selecionadas.

Os parâmetros encontrados para este aglomerado foram, $\sigma_{bg} = 2,30 \pm 0,34'^{-2}$,

$\sigma_0 = 9,1 \pm 2,9 \text{ estrelas}'^{-2}$, $r_{cl} = 3,25 \pm 0,50'$ e $r_c = 0,30 \pm 0,10'$.

Foi determinado ainda o parâmetro de contraste definido como:

$$\delta_c = 1 + \frac{\sigma_0}{\sigma_{bg}} \quad (4.4)$$

Este parâmetro pode trazer informações sobre quão compacto é o aglomerado estudado. De acordo com Bonatto & Bica (2009), um aglomerado compacto possui $7 \leq \delta_c \leq 23$. Para Markarian 38 encontrou-se $\delta_c = 5,0 \pm 1,4$.

A seguir será descrito como foram tratados os dados fotométricos para a obtenção dos parâmetros fundamentais.

4.1.4 Descontaminação do Campo

O primeiro passo para a identificação e caracterização das estrelas dos aglomerados, essenciais para a determinação dos parâmetros fundamentais, é revelar as características intrínsecas do seu DCM. Além de considerar membros dos aglomerados as estrelas com pertinência superior a 50% segundo DAML, neste trabalho foi aplicado um algoritmo de descontaminação de campo semelhante ao utilizado em análises de diversos tipos de aglomerados: com baixo contraste em relação ao campo (Bica & Bonatto 2005), embebidos (Bonatto, Santos Jr. & Bica 2006), jovens (Bonatto et al. 2006b) entre outros.

Este algoritmo trabalha sob uma base estatística que leva em conta a densidade de estrelas na região do aglomerado e de um campo de comparação. Basicamente ele divide as cores e magnitudes do DCM em uma grade de células com eixos ao longo da magnitude J e das cores (J-H) e (J-K_s), em seguida estima-se a densidade de estrelas de campo em cada célula baseada na densidade estelar de um campo de comparação. Por fim, em cada célula são subtraídas aleatoriamente as estrelas consideradas de campo restando apenas as estrelas que parecem pertencer do aglomerado.

Este método é estatístico e não leva em conta informação alguma sobre a posição das estrelas que são ou não subtraídas, preservando apenas a característica do DCM. Este método é sensível a variações locais do campo de comparação, por isso, não pôde ser utilizado nas etapas anteriores na qual foram obtidas as informações estruturais do aglomerado.

Como foram obtidas as magnitudes no NIR para todas as estrelas presentes em

$r \leq 20'$ o primeiro passo foi separar o que estava na região do aglomerado ($r \leq 3,5'$) e na do campo de comparação ($5' \leq r \leq 7'$). Todos os objetos que não estavam nestas regiões foram descartados. Na Figura 4.6 está apresentado o DCM contendo as estrelas da região do aglomerado, pontos vermelhos, e do campo de comparação, pontos pretos.

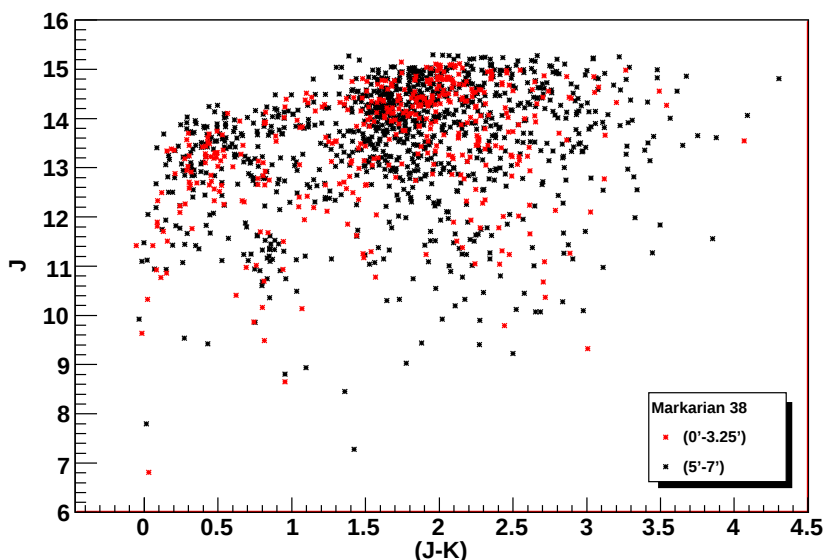


Figura 4.6: Diagrama Cor-Magnitude das estrelas nas direções: do aglomerado Markarian 38 - pontos vermelhos - e do campo de comparação - pontos pretos.

A identificação das estrelas de campo na direção do aglomerado foi feita a partir de um estudo do comportamento das cores e magnitudes características de estrelas de campo com base em um campo de comparação, conforme descrito anteriormente. Este campo foi graficado em um DCM que foi dividido em células tridimensionais.

A divisão do DCM foi feita de forma que as células fossem suficientemente grandes para permitir uma estatística de contagem de estrelas em células individuais e pequena o bastante para preservar seqüências evolutivas distintas nos DCMs, além de serem maiores que as incertezas fotométricas do 2MASS. Por essas razões as dimensões das células adotadas, para descontaminação do campo da maioria dos aglomerados estudados, foram $\Delta J = 1,0$ e $\Delta(J - H) = \Delta(J - K_s) = 0,2$.

Como as estrelas do campo de comparação (c) se encontravam em uma dada região, supõe-se que todas as estrelas deste campo estejam distribuídas em uma área projetada denominada S_c , dada por:

$$S_c = \pi(r_{fin}^2 - r_{inic}^2) \quad (4.5)$$

Conseqüentemente a densidade estelar em cada célula (σ_c) é dada pelo número de estrelas (n_c - estimado a partir da contagem de estrelas na célula) dividido pela área do campo de comparação, ou seja:

$$\sigma_c = \frac{n_c}{S_c} \quad (4.6)$$

De forma semelhante foi calculada a densidade estelar observada ($n_o = n_{cl} + n_f$) na região do aglomerado, onde n_f é o número de estrelas de campo, de forma a obter-se:

$$\sigma_o = \frac{n_o}{S_{cl}} \quad (4.7)$$

onde S_{cl} é a área projetada do aglomerado ($S_{cl} = \pi r_{cl}^2$).

Sendo assim, o número esperado de estrelas do campo (n_f) em cada célula é dado por:

$$n_f = \frac{\sigma_c}{\sigma_o} \times n_o \quad (4.8)$$

E o número de estrelas do aglomerado em cada célula é:

$$n_{cl} = n_o - n_f \quad (4.9)$$

Por fim, o número total de estrelas do aglomerado é obtido pela soma dos n_{cl} de todo o DCM.

$$N_{cl} = \sum_{i=1}^N n_{cl}^i \quad (4.10)$$

A escolha das estrelas que provavelmente são de campo é feita de forma aleatória em uma célula. E a informação se a estrela é considerada ou não do campo é preservada.

Para minimizar os erros introduzidos pela escolha dos parâmetros e pelas incertezas das medidas o algoritmo de descontaminação do campo foi aplicado para três especificações diferentes da rede de células em cada dimensão. Por exemplo, para uma

grade do DCM que começa em uma magnitude J_0 (e com célula de tamanho ΔJ) o algoritmo foi aplicado também para DCMs iniciados em $J_0 \pm \frac{1}{3}\Delta J$. O similar a isso foi feito para as duas cores, de forma que obteve-se 27 resultados diferentes para um único DCM. Após este processo obteve-se uma probabilidade variando de 0% a 100% de uma dada estrela ser de campo. Foi adotada uma probabilidade de 0% para as estrelas P-70 e P-50.

Desta forma, para cada célula foram separadas estrelas de campo daquelas com maior probabilidade de pertencer ao aglomerado. Tomando o cuidado de não exceder o número esperado de estrelas de campo em tal célula. Um exemplo do resultado do DCM descontaminado está apresentado na Figura 4.7, na qual os pontos pretos representam as estrelas denominadas de campo e os pontos vermelhos são as estrelas do aglomerado.

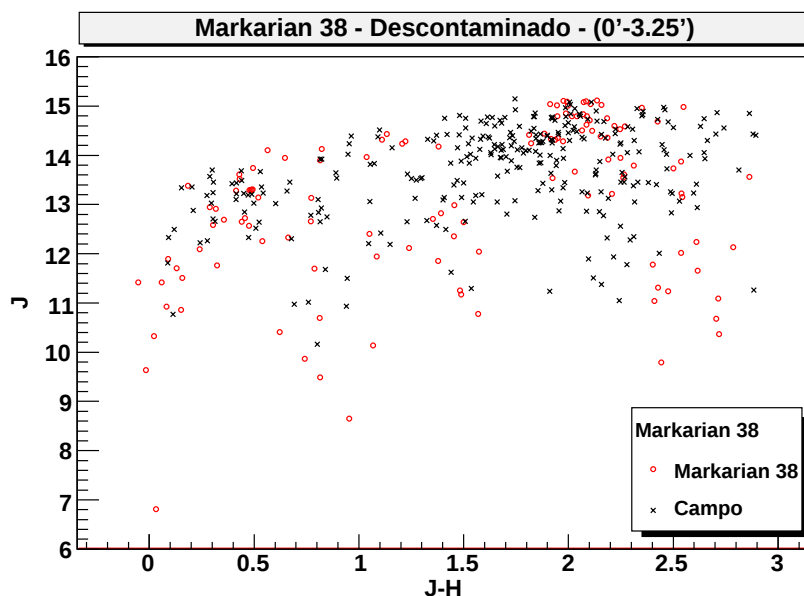


Figura 4.7: Diagrama Cor-Magnitude do aglomerado Markarian 38 após aplicação do algoritmo de descontaminação do campo. Os círculos representam as estrelas do aglomerado e as cruzes representam estrelas de campo.

4.1.5 Diagramas Cor-Cor (DCC)

Os diagramas cor-cor foram utilizados para a determinação da extinção que afeta o aglomerado, e em particular, para determinar a fração de estrelas com excesso K_s , um indicativo da juventude do objeto (Lada et al. 1996). Quanto maior esta fração, mais jovem é o aglomerado.

No infravermelho os DCCs foram construídos nas cores $(J-H)$ e $(H-K_s)$. A eles foram incluídos: isócrona de SP com tipo espectral variando de B8 a M7 e gigantes (Bessel e Brett 1988). E a isócrona de idade zero da SP - ZAMS - (Siess et. al, 2000), representadas respectivamente pelas curvas cheia, pontilhada e tracejada. As linhas azul e rosa indicam os vetores de avermelhamento calculados com base no trabalho de Rieke e Lebofsky (1985).

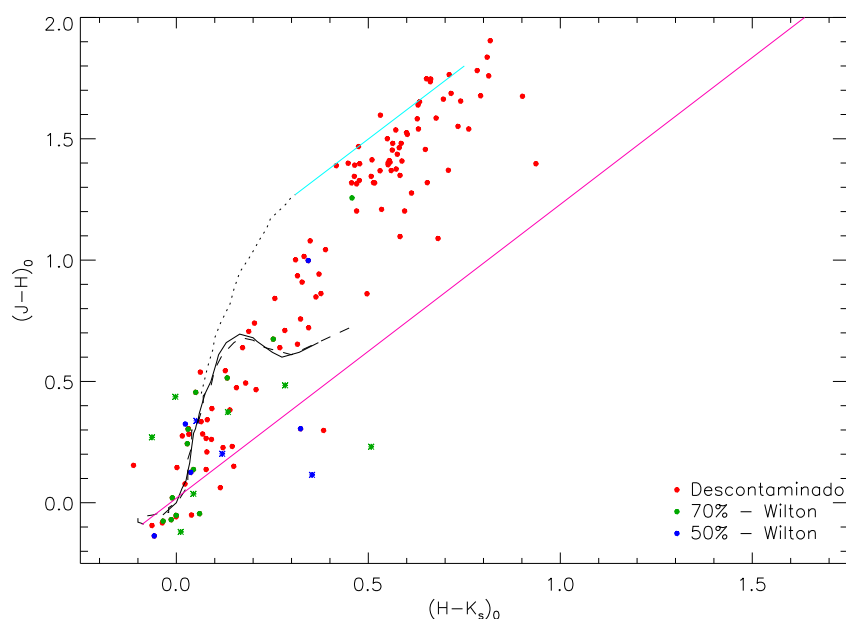


Figura 4.8: Diagrama Cor-Cor no Infravermelho: Os pontos verdes representam as estrelas P-70, os azuis P-50 e os vermelhos a amostra de estrelas descontaminada do campo. As curvas cheia, pontilhada e tracejada são respectivamente isócronas de SP com tipo espectral variando de B8 a M7 e gigantes (Bessel e Brett 1988). E a isócrona de idade zero da SP - ZAMS - (Siess et. al, 2000). As curvas azul e rosa indicam o vetor de avermelhamento calculado com base no trabalho de Rieke e Lebofsky (1985).

Na Figura 4.8 está apresentado o DCC de Markarian 38, no qual além das isócronas descritas anteriormente as estrelas com 70% e 50% de chances de pertencer ao aglomerado segundo DAML (P-70 e P-50 respectivamente), são representadas pelos pontos verdes e azul, e as estrelas selecionadas no processo de descontaminação de campo estão em vermelho.

Para a construção dos DCC da Figura 4.8 as magnitudes foram desvermelhadas, para cada banda λ , segundo a equação 4.11:

$$m_{0\lambda} = m_{obs\lambda} - A_\lambda \quad (4.11)$$

onde, A_λ é a extinção, $m_{obs\lambda}$ é a magnitude aparente observada e $m_{0\lambda}$ é a magnitude corrigida. Foi adotada a lei de avermelhamento $\frac{A_\lambda}{A_V}$ de Cardelli et al. (1989), para as quais as relações são: $A_J / A_V = 0,282$, $A_H / A_V = 0,175$ e $A_K / A_V = 0,112$.

Para determinar A_V , adotou-se a relação:

$$A_V = R.E(B - V) \quad (4.12)$$

na qual R é a constante que relaciona a extinção total e a seletiva, usualmente dada por $R = 3,09$ (Rieke e Lebosfsky, 1985).

O valor de $E(B-V)$ foi variado até que boa parte das cores das estrelas estivessem ajustadas à SP. A incerteza da extinção foi estimada com base nesse ajuste, de acordo com o procedimento apresentado na Seção 4.1.6.

Nesta etapa o $E(B-V)$ encontrado para Markarian 38 foi 0,25. O refinamento desta medida e a incerteza foram determinados através dos DCM conforme será descrito adiante.

Após a correção da extinção, é possível verificar no DCC o número de estrelas que apresenta excesso na cor $(H-K_S)$. Conforme descrito no Capítulo 1, a fração de estrelas com excesso K em um grupo ou aglomerado parece depender do estágio evolutivo em que ele se encontra, consequentemente pode ser utilizada como um indicativo da idade do grupo, quanto maior é esta fração, mais novo é o aglomerado.

Por essa razão a fração de estrelas com excesso K foi determinada no presente trabalho, como uma ferramenta extra para a estimativa da idade dos aglomerados estudados. Esta fração foi definida como:

$$f_K = \frac{n^\circ \text{ de estrelas com excesso K}}{n^\circ \text{ de estrelas do aglomerado}} \quad (4.13)$$

O número de estrelas com excesso K foi estimado a partir da contagem das estrelas que se encontram à direita, da linha de avermelhamento de uma estrela M8V, no gráfico da Figura 4.8. O número total de estrelas do aglomerado foi determinado após o processo de descontaminação do campo. A incerteza sobre f_K foi estimada da seguinte forma:

$$\sigma_{f_K} = \frac{f_{Kmax} - f_{Kmin}}{2} \quad (4.14)$$

onde, para a determinação da fração mínima de estrelas com excesso K (f_{Kmin}), são consideradas apenas as estrelas com excesso cujas barras de incerteza não tocam a linha de avermelhamento, e para fração máxima de estrela com excesso K f_{Kmax} também poderiam ter um excesso K caso sua incerteza seja considerada. Além das estrelas definidas com excesso K também são consideradas as estrelas que estão à esquerda da linha de avermelhamento, mas que suas barras de incerteza ultrapassam este limite.

Lada & Lada (1995) sugerem que aglomerados com 20% dos membros apresentando excesso K encontram-se na faixa de 5 a 7 x 10⁶anos. No caso de Markarian 38 foi encontrado $f_K = 12,0 \pm 5,2\%$, um indicativo de idade superior a 7 x 10⁶anos. A validade dessa estimativa pode ser testada com base no DCM, como descrito a seguir.

4.1.6 Diagramas Cor-Magnitude (DCM)

Para a determinação de parâmetros como distâncias, idades e massas, foram construídos DCMs em J x (J-H) utilizando-se as isócronas de Siess para as idades PSP e de Padova para SP.

Distância

O primeiro parâmetro a ser determinado com o DCM foi o módulo de distância ($M_0 - m_0$), corrigido da extinção usando o resultado de A_V encontrado na Seção 4.1.5. Isso foi feito transformando as magnitudes aparentes das estrelas em magnitudes absolutas (M) de acordo com a equação (3.13).

$$M_0 = m_0 + 5 \log \left(\frac{d}{10} \right) \quad (4.15)$$

A distância (d) foi variada até que o conjunto das magnitudes absolutas se ajustassem à SP do DCM. Determinaram-se dois valores limites, superior e inferior, que forneciam um bom ajuste ao DCM. A média deles foi a distância adotada para o aglomerado e a incerteza foi estimada pela metade da diferença destes valores.

Para ilustrar melhor este processo, na Figura 4.9 os pontos pretos representam a magnitude aparente das estrelas do aglomerado Markarian 38 e os pontos vermelhos representam a magnitude absoluta estimada. A reta em preta destaca o módulo de distância, $10,81 \pm 0,46$, correspondendo a uma distância de $1450 \pm 300 pc$ para Markarian 38, de acordo com o dado da literatura (1417 pc).

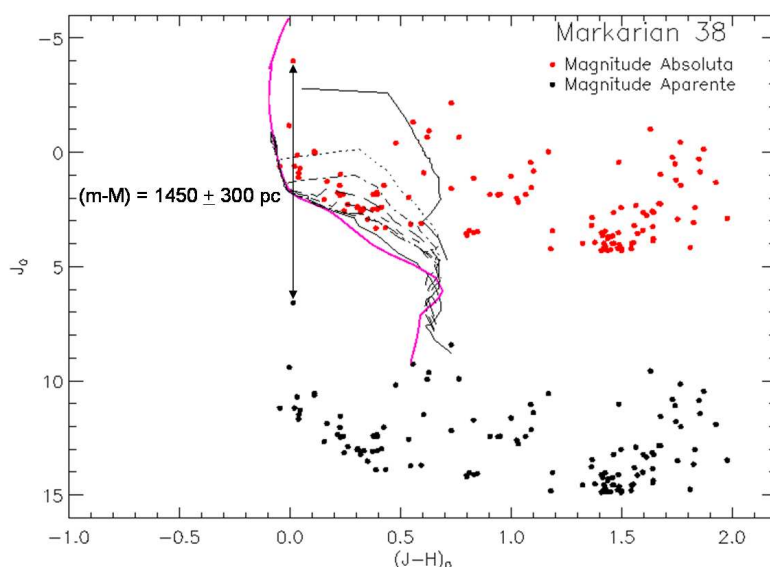


Figura 4.9: Diagrama Cor-Magnitude no infravermelho do aglomerado Markarian 38 utilizado para a determinação da distância: Os pontos pretos representam as magnitudes aparentes, os pontos vermelhos representam as magnitudes absolutas e a reta azul é o módulo de distância.

Extinção

Uma vez estimada a distância do aglomerado ao Sol foi possível verificar se a extinção encontrada com base no CCD foi boa, ou seja, se ajustava bem ao DCM. Em alguns casos a extinção se apresentava super ou subestimada, sendo necessário um novo estudo do CCD para encontrar a extinção que melhor se adequava ao DCM. A incerteza da extinção foi determinada de forma semelhante à da distância. Utilizando apenas estrelas de maior massa e que já estão na SP, estimou-se dois valores de $E(B-V)$, mínimo e máximo, de forma que se posicionassem, a direita e a esquerda da SP de Padova. A extinção foi

determinada como sendo a média destes dois valores e sua incerteza, metade da diferença entre eles.

Um exemplo deste processo está apresentado na Figura 4.10, com destaque apenas para as estrelas de maior massa, os asteriscos representam os pontos à esquerda da isócrona de Padova (linha rosa), ou seja, aqueles corrigidos com o máximo valor de $E(B-V)$ aceitável, os losangos vazios representam os que receberam a correção com o $E(B-V)$ mínimo e os círculos vermelhos são os dados corrigidos com o novo valor adotado para a extinção. Estas correções foram feitas de acordo com as relações 4.11 e 4.12.

Para Markarian 38 o valor encontrado foi: $E(B-V)=0,26 \pm 0,05$ mag, cuja diferença com relação ao valor determinado pelo DCC pode ser visualizada na comparação da Figura 4.9 com a 4.11.

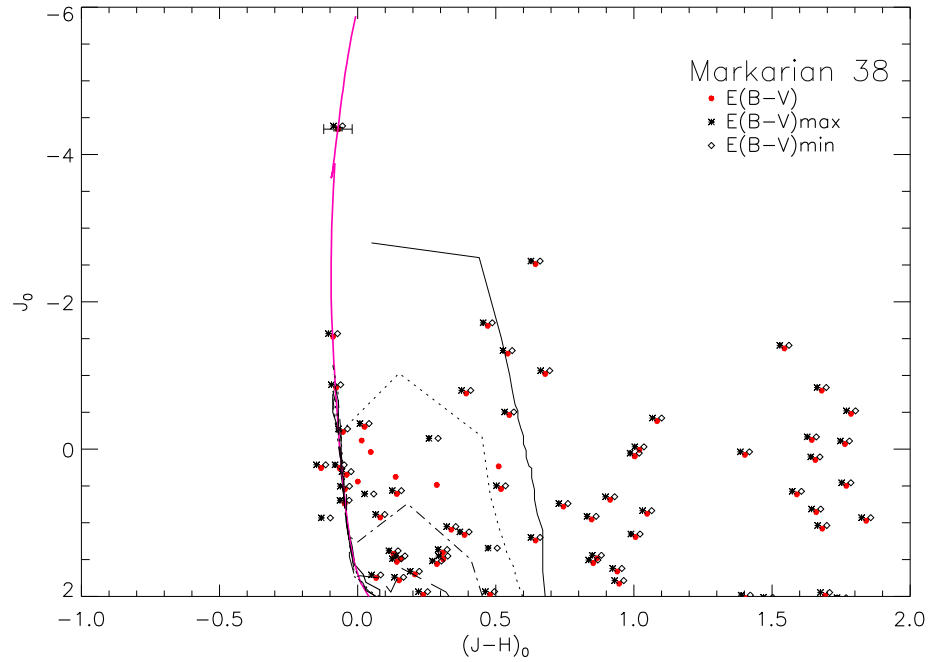


Figura 4.10: Diagrama Cor-Magnitude no Infravermelho de Markarian 38 utilizado para a determinação da extinção e de sua incerteza: os pontos vermelhos mostram as magnitudes corrigidas com o melhor valor de $E(B-V)$, os asteriscos representam as estrelas corrigidas pelo máximo valor de aceitável $E(B-V)$ e os losangos com o $E(B-V)$ mínimo. O gráfico aparece cortado em $J_0 = 2$, para destacar o ajuste na parte superior da SP.

Idade

Para determinar a qual faixa de idade os aglomerados pertencem foram utilizadas apenas as estrelas PSP. Para isso foi aplicado um filtro cor-magnitude de forma a considerar somente as estrelas na região interna das isócronas de Siess (2000), que se encontram na área hachurada, em cinza, da Figura 4.11.

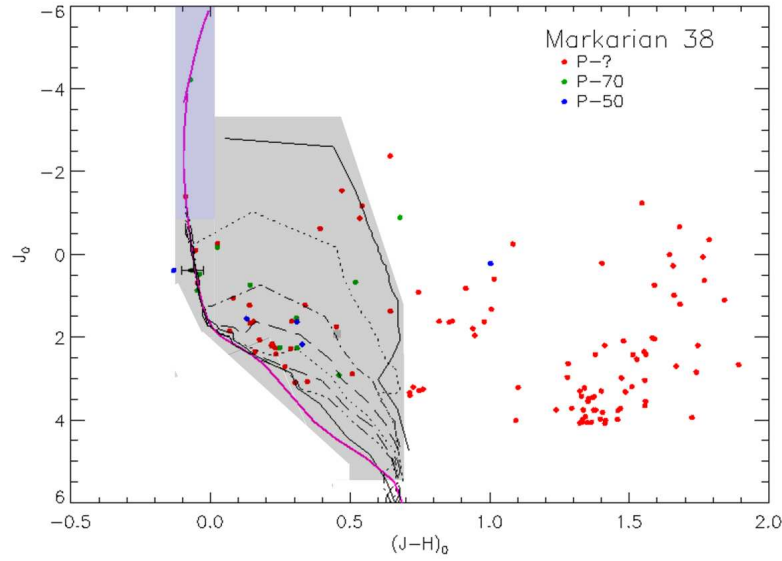


Figura 4.11: Diagrama Cor-Magnitude no Infravermelho do Aglomerado Markarian 38: A curva rosa representa a isócrona de Padova (Girardi et al, 2002) de SP de 4 milhões de anos as curvas pretas representam respectivamente as isócronas de 0,2, 1, 5, 10, 15, 20, 25 milhões de anos e idade zero da SP - ZAMS- (Siess et. al, 2000). As regiões hachuradas em roxo e cinza representam o filtro cor-magnitude aplicado para determinação dos parâmetros fundamentais. Os pontos verdes representam as estrelas P-70, os azuis P-50 e os vermelhos P-?.

O primeiro passo para a determinação da idade do aglomerado, foi verificar, por inspeção visual, em que faixa de idades se encontra cada estrela, a partir da sua posição no DCM. Para isso, além da ZAMS e da SP de Padova, foram incluídas no DCM isócronas de 5 em 5 milhões de anos. A partir de $0,2 \times 10^6$ a 25×10^6 anos, totalizando 7 isócronas.

Em cada intervalo foram contados, em separado, o número de estrelas P-70, P-50 e as consideradas após o processo de descontaminação de campo (P-?). Considerou-se pertencente a uma certa faixa de idades as estrelas que estavam dentro desta faixa. E a

idade atribuída às estrelas é o valor médio do intervalo. Na Figura 4.12 está ilustrada a sequência em que isso foi feito para o intervalo entre 10×10^6 e 15×10^6 anos. Onde as estrelas contadas nesta faixa de idades estão destacadas com um círculo semi-transparente.

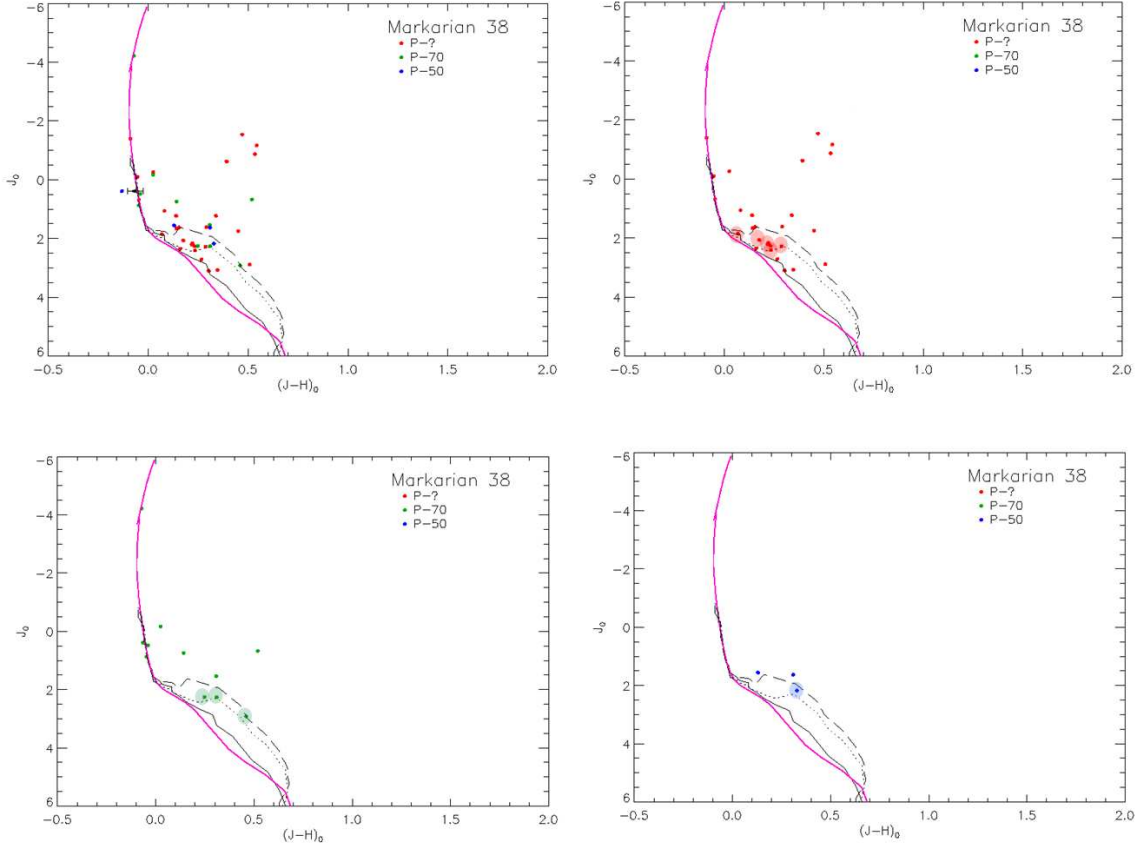


Figura 4.12: Diagramas Cor-Magnitude no infravermelho de Markarian 38 representativo para a estimativa do número de estrelas com idades entre 10×10^6 e 15×10^6 anos. Nos quatro diagramas, além das isócronas de Siess (2000) destas idades, há ainda a ZASP e a isócrona de Padova (Girardi et al, 200) de SP de 4 milhões de anos. Nos gráficos superiores: à esquerda estão apresentadas todas as estrelas do aglomerado, à direita estão as P-?, pontos vermelhos. Nos gráficos inferiores: à esquerda estão as estrelas P-70, pontos verdes e à direita estão as P-50, pontos azuis. Os círculos semi-transparentes destacam as estrelas consideradas na faixa de idades entre 10×10^6 e 15×10^6 anos.

Nessa faixa de idades foram encontradas 3 estrelas com pertinência igual ou superior a 70% (P-70), uma estrela com pertinência entre 50% e 70% (P-50), e 7 estrelas

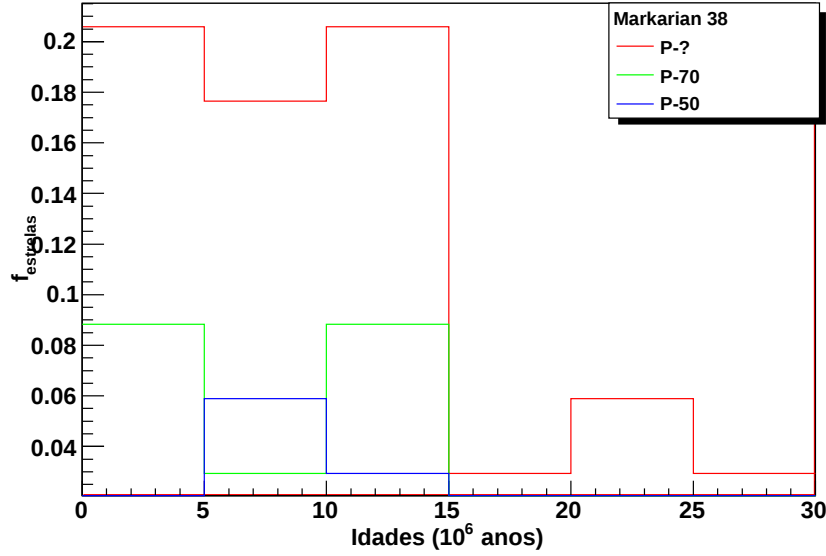


Figura 4.13: Distribuições das idades das estrelas do aglomerado Markarian 38 estimadas com base nos DCMs no infravermelho: A distribuição das idades das estrelas P-? está apresentada em vermelho, das estrelas P-70 em verde e das P-50 em azul.

aceitas pelo critério de descontaminação de campo (P-?), pontos vermelhos.

Para estimar a idade do aglomerado, foram construídos histogramas de distribuições de idades com bins de 5×10^6 anos, para cada população, P-70, P-50 e P-?.

Um exemplo do histograma construído para a estimativa da faixa de idades de Markarian 38 está apresentada na Figura 4.13

O primeiro fator relevante para estimar em qual faixa de idades o aglomerado se encontrava foi avaliar a tendência das estrelas P-70, distribuição verde no histograma. Como segunda e terceira prioridades, foram verificadas as tendências das distribuições das estrelas P-50 e P-?.

Markarian 38 mostra dois grupos com idades entre 0,2 a 5×10^6 e 10 a 15×10^6 anos, sem uma tendência preferencial. A distribuição das estrelas P-? é semelhante e não contruibui para um melhor discernimento sobre a faixa mais correta para a idade deste aglomerado. Dessa forma, a idade estimada para Markarian 38 foi a média entre deste dois intervalos, ou seja $7,5 \times 10^6$ anos.

Massa

O último parâmetro a ser estimado foi a massa. Para isso foi utilizado um DCM com as trilhas evolutivas de estrelas com 0,1, 0,5, 1, 2, 3, 4, 5, 6 e 7 $M_{\odot}$ de Siess (2000). Um exemplo deste tipo de DCM está apresentado na Figura 4.14

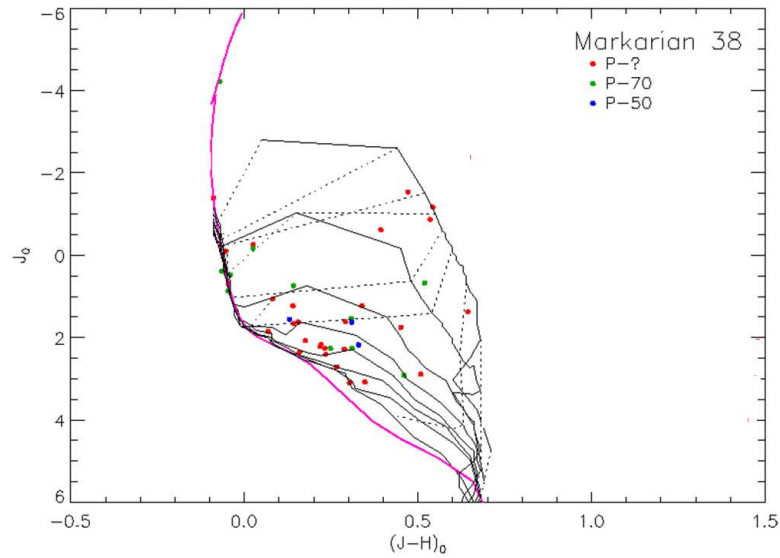


Figura 4.14: Diagrama Cor-Magnitude no infravermelho utilizado para a estimativa da massa do aglomerado Markarian 38: A curva rosa representa a SP as curvas pretas representam respectivamente as isócrona de 0,2, 1, 5, 10, 15, 20, 25 milhões de anos e ZAMS, as curvas tracejadas representam as trilhas evolutivas de 7, 6, 5, 4, 3, 2, 1, 0,5, e 0,1 $M_{\odot}$ (Siess et. al, 2000). Os pontos verdes representam as estrelas P-70, os azuis P-50 e os vermelhos P-?. do campo.

A massa das estrelas PSP foram estimadas a partir da contagem de estrelas entre duas trilhas evolutivas consecutivas. Na qual a massa atribuída cada estrela neste intervalo foi a massa média do intervalo. Estimou-se também a maior e a menor massa que cada estrela poderia ter, de acordo com as trilhas evolutivas acima e abaixo da posição da estrela no DCM. A incerteza da massa de estrelas PSP foi definida como a metade da diferença entre a maior e menor massa que ele poderia ter.

Para melhor analisar a distribuição das massas foram feitos histogramas, com

bins de $1M_{\odot}$, para cada grupo (P-70, P-50 e P-?), de forma semelhante aos feito para as idades. Um exemplo deste histograma está apresentado na Figura 4.15.

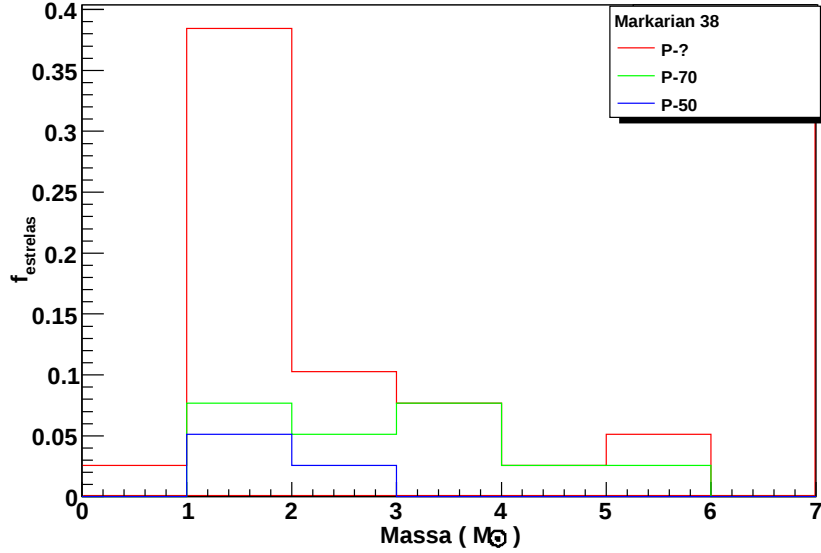


Figura 4.15: Distribuições das massas das estrelas do aglomerado Markarian 38 estimadas com base nos DCMs no infravermelho: A distribuição das massas das estrela P-? estão apresentados em vermelho, das estrelas P-50 estão em azul, das P-70 estão em verde e por fim a massa de total de estrelas PSP estão representadas pela distribuição de massas em preto.

De acordo com o histograma da Figura 4.15, é possível verificar que o aglomerado Markarian 38 não um aglomerado muito massivo, pois, tanto para as P-50 quanto para as P-70 há apenas estrelas com massas entre $1M_{\odot}$ e $5M_{\odot}$. No caso das P-70 há uma concentração maior nas faixas de $1M_{\odot}$ a $2M_{\odot}$ e $3M_{\odot}$ e $4M_{\odot}$, enquanto que para as P-50 a maioria das estrelas estão em uma faixa de $1M_{\odot}$ a $3M_{\odot}$. Por outro lado, ao analisar as estrelas P-? é possível observar que a maior parte possui baixa massa entre $1M_{\odot}$ a $2M_{\odot}$.

Se todas as estrelas selecionadas pelo processo de descontaminação de campo e todas as P-50 e P-70 forem membros do aglomerado, a massa de estrelas PSP estimada para o aglomerado é de $175 \pm 40M_{\odot}$.

4.2 Óptico

Os parâmetros estruturais e fundamentais também foram estudados no óptico, nas bandas B,R e I, a partir das magnitudes obtidas das observações realizadas no OPD conforme o descrito no capítulo anterior.

A determinação destes parâmetros foi realizada de forma semelhante ao procedimento empregado para os dados no infravermelho. No entanto as principais diferenças entre os métodos aplicados para os dois conjuntos de dados se deve ao fato de as observações feitas no óptico serem limitadas a um campo de $10' \times 10'$, não permitindo a análise de um campo de comparação em um anel definido pelos raios entre $5'$ e $7'$.

Não houve a necessidade da aplicação do filtro cor-magnitude, pois, as magnitudes no óptico não apresentavam espalhamento semelhante ao observado nos DCC no infravermelho, como pode ser visto na Figura 4.16. Todos os dados observados encontram-se próximos à SP e à ZAMS.

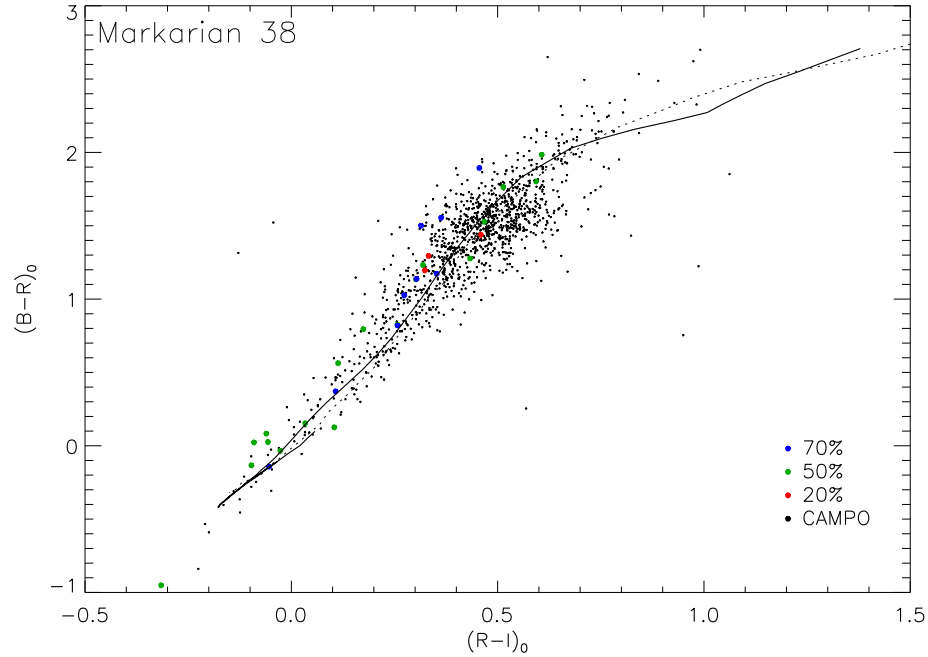


Figura 4.16: Diagrama Cor-Cor no Óptico de Markarian 38: $((B-R)_0 \times (R-I)_0)$ Os pontos verdes representam as estrelas P-70, os azuis P-50, os vermelhos P-? e os pontos pretos representam as demais estrelas encontradas no campo observado. A curva preta representa a SP de Padova de 4×10^6 anos (Girardi 2002) e a curva tracejada representa a isócrona de Siess (2000) de idade zero da SP - ZAMS.

No estudo dos parâmetros estruturais, um dos inconvenientes da falta do campo de comparação é a dificuldade em determinar o σ_{bg} , mas este problema foi solucionado conforme será descrito mais adiante.

Outro problema causado pela ausência do campo de comparação, foi a impossibilidade de aplicar o algoritmo de descontaminação de campo, para melhor selecionar os membros dos aglomerados. Por essa razão para a determinação dos parâmetros fundamentais foram avaliados somente as estrelas com pertinência acima de 20% segundo o catálogo DAML.

4.2.1 Mapas de Densidade Superficial

O mapa de densidade superficial no óptico foi construído da mesma forma que no infravermelho, salvo que não se obteve uma imagem circular pois o campo observado é retangular, conforme pode ser visto na Figura 4.17. A região contendo os membros é indicada pelo círculo preto.

No mapa da esquerda a densidade superficial (σ , em unidades de estrelas/ $arcmin^2$) foi calculada em células de $|\Delta(\alpha \cos(\delta_{cent}))| = |\Delta\delta| = 2,5'$ e no da direita foram utilizadas células de $|\Delta(\alpha \cos(\delta_{cent}))| = |\Delta\delta| = 1,0'$.

Em comparação com a Figura 4.3 (à direita) é possível observar que tanto no mapa da direita quanto no da esquerda boa parte das estruturas observadas no infravermelho também estão presentes no óptico, no caso de Markarian 38.

A principal diferença entre os mapas em ambos os comprimentos de onda é com relação as densidades. No óptico as densidades são muito maiores que no infravermelho. Isso ocorreu, pois no infravermelho foram selecionadas apenas as estrelas com razão S/R > 10 na medida de fotometria, de forma que muitas estrelas, com qualidade inferior nos dados, foram rejeitadas. Enquanto que no óptico foram utilizadas todas as estrelas identificadas pelo programa *StarFinder* simultaneamente nas bandas B, R e I.

4.2.2 Perfil Radial de Densidade

Com os dados ópticos, a determinação do centro do aglomerado foi realizada de forma semelhante à do infravermelho. Os histogramas de distribuição espacial, construídos para isso estão apresentados na Figura 4.18.

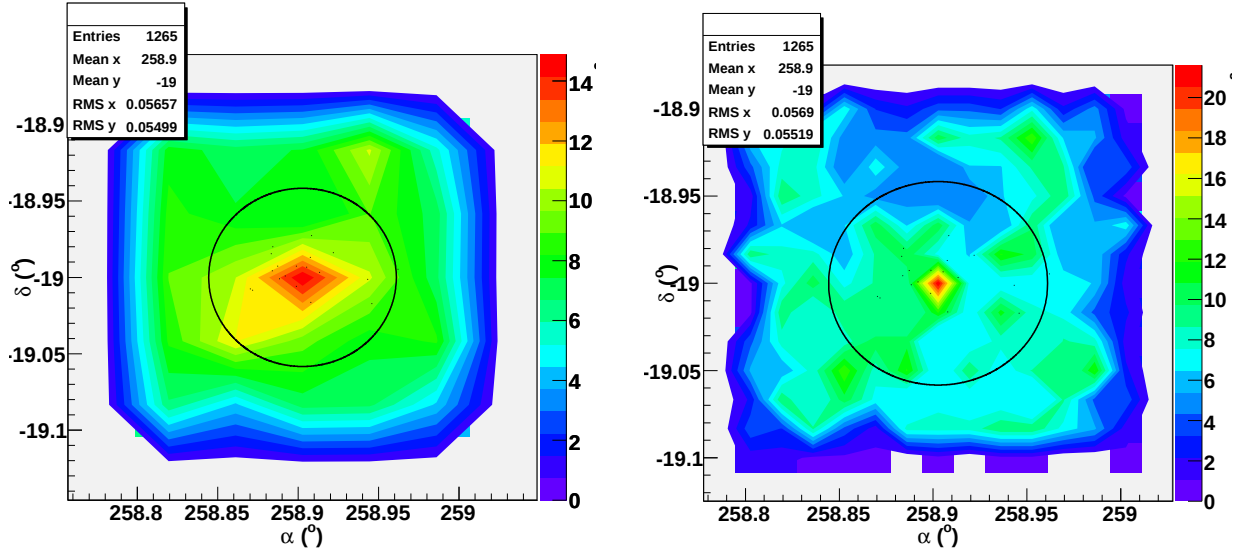


Figura 4.17: Mapas de densidade superficial de estrelas no óptico: A escala de cores, crescente do azul para o vermelho, representa a densidade (estrelas por arcmin^2). As coordenadas ascensão reta (α) e declinação (δ) estão apresentadas em graus. Os círculos pretos representam a região do aglomerado e os pontos pretos representam as estrelas P-70, segundo o catálogo DAML. À esquerda está apresentado o mapa de densidade estelar com células de $|\Delta(\alpha \cos(\delta_{cent}))| = |\Delta\delta| = 2,5'$, e à direita, o mapa com células de $|\Delta(\alpha \cos(\delta_{cent}))| = |\Delta\delta| = 1,0'$.

As coordenadas do centro o aglomerado obtidas no óptico foram $18^h 15^m 16^s (\pm 5)^s$ e $-19^\circ 00' (\pm 1')$. Estes valores são compatíveis tanto com o calculado no infravermelho quanto o da literatura.

A estrutura radial dos aglomerados no óptico foram estudadas de forma bastante semelhante ao infravermelho, por meio de um ajuste dos parâmetros de King (1962) dados pela equação 4.3.

No óptico, como não havia um campo de comparação devido ao tamanho restrito do campo observado, a densidade do fundo do céu (σ_{bg}) foi calculada nas regiões mais externas do gráfico da densidade superficial (σ). No caso de Markarian 38 a região escolhida foi entre $4' \leq r \leq 5'$, mas nos casos em que o raio do aglomerado é $5'$ (σ_{bg}) a densidade do último bin, que compreende a região entre $4,5' \leq r \leq 5,0'$, foi adotada como (σ_{bg}). O perfil de densidade radial assim obtido está apresentado na Figura 4.19.

Os parâmetros encontrados para este aglomerado, no óptico, foram $\sigma_{bg} = 8,64 \pm$

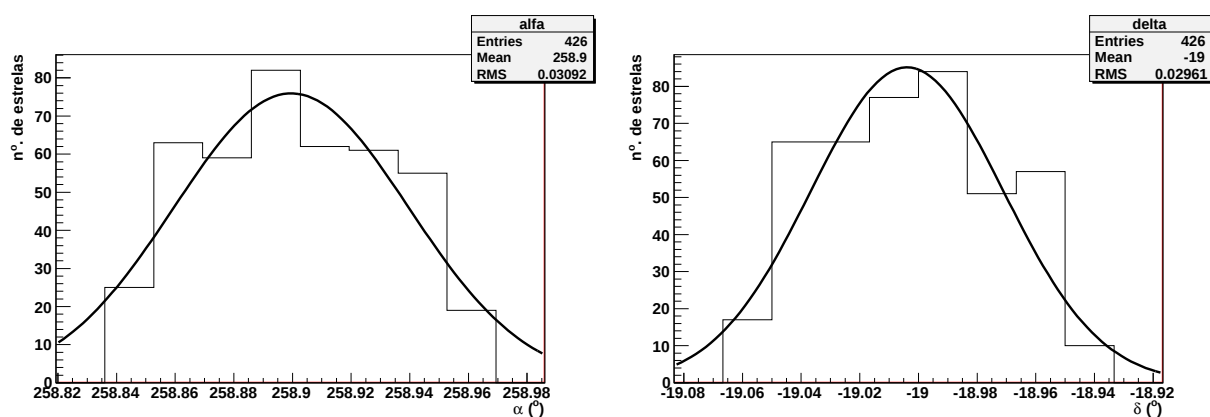


Figura 4.18: Histogramas de distribuição espacial para a determinação do centro do aglomerado no óptico: à esquerda está apresentada a distribuição no número de estrelas em função da ascensão reta em graus e à direita a distribuição em função da declinação. A curva preta representa a função Gaussiana ajustada.

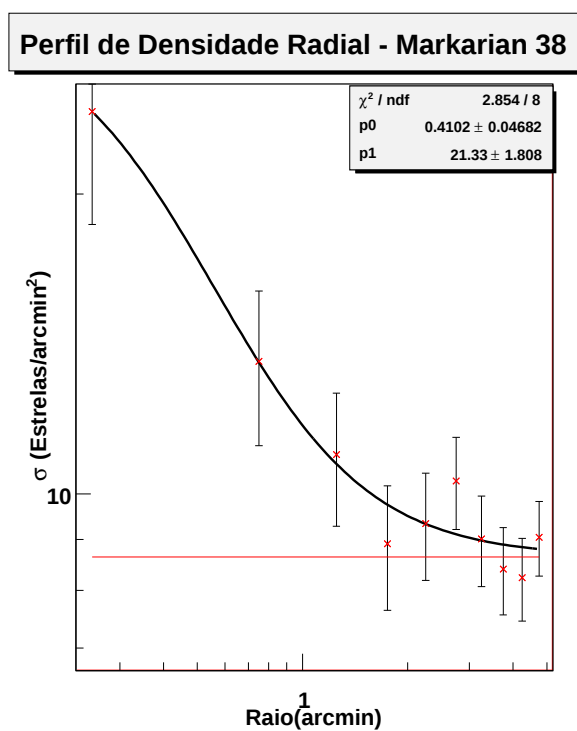


Figura 4.19: Perfil Radial de Densidade de Estrelas no Óptico: Os pontos vermelhos representam a densidade de estrelas (σ , número de estrelas/arcmin²) em função do Raio(arcmin) do aglomerado Markarian 38. A curva preta representa o melhor ajuste dos parâmetros de King para a PDR.

$0,78'^{-2}$, $\sigma_0 = 21,3 \pm 1,8'^{-2}$, $r_{cl} = 3,5 \pm 0,50'$ e $r_c = 0,41 \pm 0,047'$. O parâmetro de contraste encontrado foi $\delta_c = 3,47 \pm 0,30$.

Note que os parâmetros determinados no óptico, exceto para r_{cl} , são maiores que no infravermelho ($\sigma_{bg} = 2,30 \pm 0,34'^{-2}$, $\sigma_0 = 9,1 \pm 2,9'^{-2}$, $r_{cl} = 3,5 \pm 0,50'$ e $r_c = 0,30 \pm 0,10'$). É possível que isso tenha ocorrido pelo o número de estrelas considerados no óptico ser muito maior que o considerado no infravermelho (cerca de 5 vezes).

A seguir descreve-se o tratamento dos dados fotométricos utilizados para a obtenção dos parâmetros fundamentais.

4.2.3 Diagramas Cor-Cor (DCC)

Os diagramas cor-cor no óptico foram construídos nas cores (B-R) e (R-I), para os quais foram incluídas: SP de Padova (Girardi et al, 2002) de 4 milhões de anos e ZAMS de Siess (2000).

Estes diagramas foram utilizados apenas para determinação da extinção, feita de forma semelhante ao descrito anteriormente. Para isso as magnitudes foram corrigidas segundo as equações: 4.11 e 4.12.

A lei de avermelhamento utilizada também foi a de Cardelli et al. (1989), para comprimentos de onda ópticos: $A_B/A_V = 1,324$, $A_R/A_V = 0,748$ e $A_I/A_V = 0,482$.

O DCC construído para Markarian 38 está apresentado na Figura 4.20

4.2.4 Diagramas Cor-Magnitude (DCM)

Nos DCMs do óptico, construídos em R x (R-I), para a determinação dos demais parâmetros utilizou-se as isócronas PSP de Siess e a SP Padova. O DCM de Markarian 38 está apresentado na Figura 4.21.

O método utilizado para o refinamento da extinção, a determinação da distância, da idade, da massa e das incertezas foi o mesmo descrito para o infravermelho.

Os valores calculados para o módulo de distância, distância do aglomerado e extinção foram: $m-M = 10,88 \pm 0,10$, $d = 1500 \pm 50pc$, $E(B-V) = 0,405 \pm 0,030$ mag.

Como não foi possível aplicar o algoritmo de descontaminação para utilizar uma quantidade maior de estrelas na determinação da idade e da massa total dos aglome-

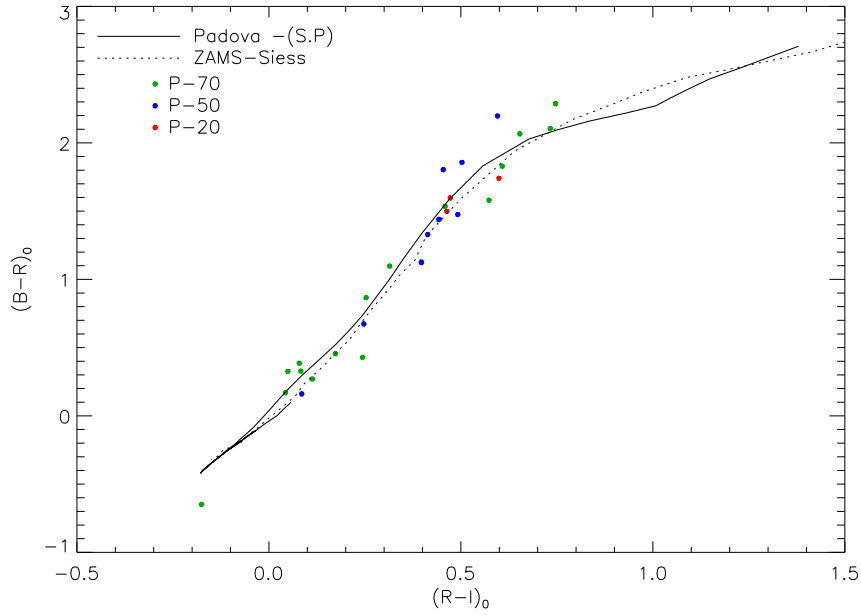


Figura 4.20: Diagrama Cor-Cor no Óptico de Markarian 38: $((B-R)_0 \times (R-I)_0)$ Os pontos verdes representam as estrelas P-70, os azuis P-50 e os vermelhos P-20. A curva preta representa a isócrona de Padova de 4×10^6 anos (Girardi et al, 2002) e a curva tracejada representa a ZAMS de Siess (2000).

rados, foram consideradas apenas as estrelas que estavam presentes no catálogo DAML e possuíam pertinência acima de 20%.

Com o mesmo procedimento adotado para os dados no infravermelho, a idade do aglomerado foi determinada considerando apenas as estrelas PSP.

Estimando-se as faixas de idade das estrelas observadas no óptico por meio de sua posição no DCM.

O histograma de distribuição de idades construído para determinar a idade de Markarian 38, através dos dados observados no óptico, está apresentado na Figura 4.22, que indica a faixa de idade de 0 a 5×10^6 . A distribuição de idades no infravermelho é muito distinta da do infravermelho. Isso pode ser devido a diferenças nas amostras consideradas em cada caso.

O histograma de distribuição de idades construído para determinar a idade de Markarian 38, através dos dados observados no óptico, está apresentado na Figura 4.22, que indica a faixa de idade de 0 a 5×10^6 . A distribuição de idades no infravermelho é muito distinta da do infravermelho. Isso pode ser devido a diferenças nas amostras consideradas

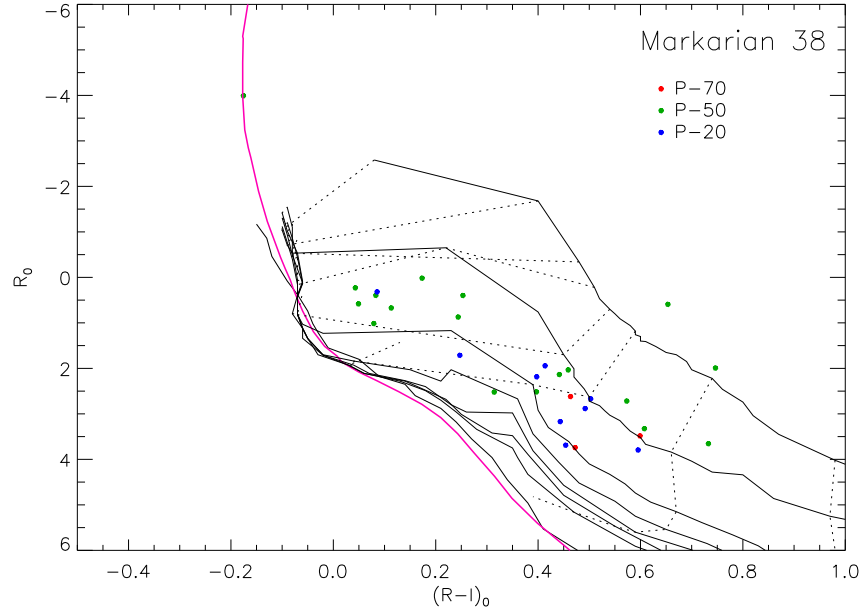


Figura 4.21: Diagrama Cor-Magnitude no Óptico do Aglomerado Markarian 38: A curva rosa representa SP de Padova de 4×10^6 anos (Girardi et al, 2002), as curvas pretas representam respectivamente as isócrona de 0,2, 1, 5, 10, 15, 20 milhões de anos e ZAMS, as curvas tracejadas representam as trilhas evolutivas de estrelas com 0,1, 0,5, 1, 2, 3, 4, 5, 6 e 7 $M_{\odot}$ (Siess et. al, 2000). Os pontos verdes representam as estrelas P-70, os azuis P-50 e os vermelhos as P-20

em cada caso.

A massa estimada para as estrelas através dos DCM no óptico foi feita de forma semelhante ao feito para o infravermelho, utilizando as trilhas evolutivas de estrelas com 0,1, 0,5, 1, 2, 3, 4, 5, 6 e 7 $M_{\odot}$, que estão apresentadas na Figura 4.22. de.

A massa de estrelas PSP estimada para Markarian é de $63 \pm 13 M_{\odot}$. Esse valor é menor do que o obtido pra o infravermelho pois são consideradas menos estrelas.

Para avaliar a distribuição das massas para a estrelas o óptico também foi feito um histograma com a distribuição das massas estimadas. Este está apresentado na Figura 4.23.

Com base na distribuição apresentada na Figura 4.23, verificou-se que para as estrelas P-70 estão distribuídas em uma faixa de $0,5 M_{\odot}$ a $4 M_{\odot}$ com uma quantidade predominante de membros com massas entre $3 M_{\odot}$ e $4 M_{\odot}$, e um pico significativo entre 1 e 2 $M_{\odot}$. E tanto para as P-50 quanto para as P-20 o predomínio é de estrelas com massas

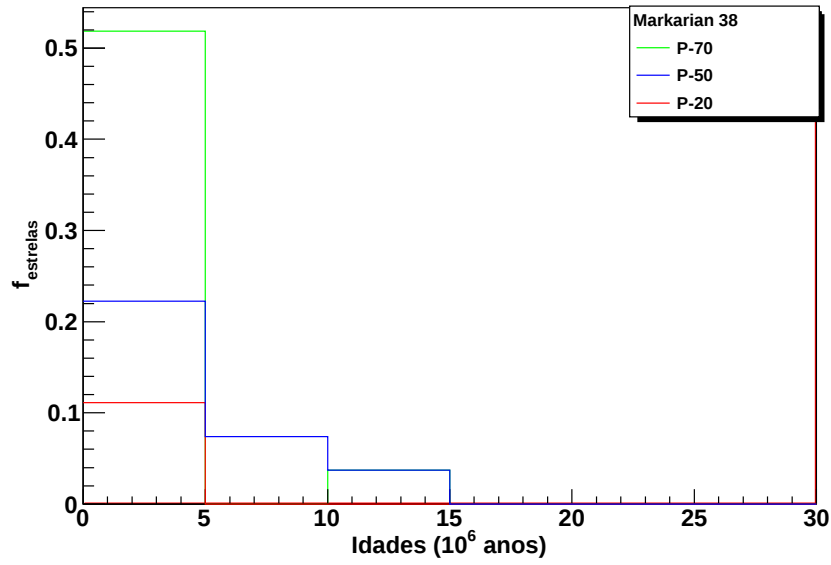


Figura 4.22: Distribuições das idades das estrelas do aglomerado Markarian 38 estimadas com base nos DCMs no óptico: As idades das estrelas com pouca probabilidade de pertencer ao aglomerado, entre 20% e 50% (P-20), estão em vermelho, as P-50 estão em azul, e as P-70 estão em verde.

entre 1 e $2M_{\odot}$.

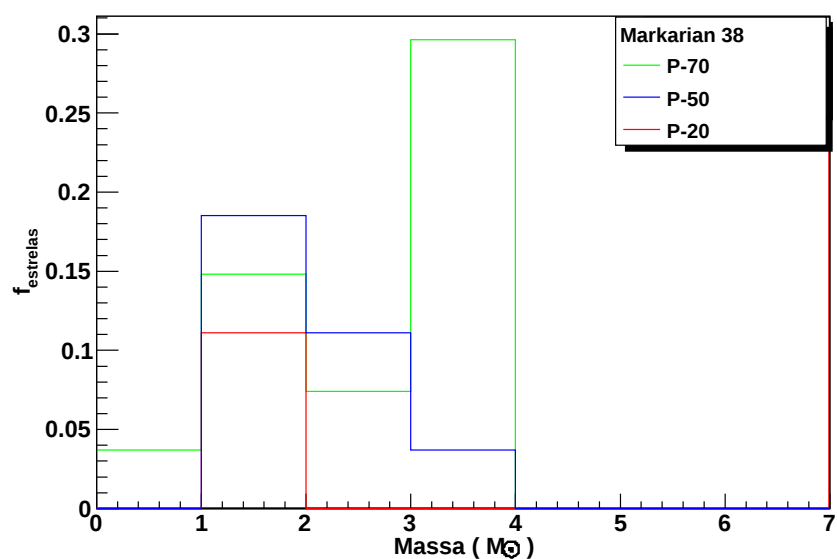


Figura 4.23: Distribuições das massas das estrelas do aglomerado Markarian 38 estimadas com base nos DCMs no óptico: A distribuição das massas das estrela P-20 estão apresentados em vermelho, das estrelas P-50 estão em azul, das P-70 estão em verde e por fim a massa de total de estrelas PSP estão representadas pela distribuição de massas em preto.

Análise e Discussão

Com base nos dados 2MASS e a partir do procedimento descrito no capítulo anterior foi possível determinar os parâmetros estruturais e fundamentais de boa parte da amostra. A saber, todos os aglomerados de prioridades 1 e 2, e os sete primeiros aglomerados de prioridade 3. No caso dos dados ópticos, obtidos no OPD, a caracterização foi feita apenas para os aglomerados de prioridade 1.

A seguir serão apresentadas as análises e discussões do presente trabalho, dividindo-se esse capítulo em duas partes: **Caracterização**, onde serão discutidos os resultados de cada aglomerado e **Comparação**, na qual serão apresentadas e discutidas as características da amostra como um todo.

5.1 Caracterização

Como a caracterização dos aglomerados foi feita apenas no infravermelho esta seção apresenta e discute os parâmetros obtidos nessa banda espectral. Como o estudo realizado no óptico refere-se apenas ao aglomerado Markarian 38, para apresentação da metodologia, seus resultados são discutidos apenas no Capítulo 4, já que não é possível comparar com outros aglomerados nesse caso.

Os mapas de densidade superficial de estrelas e os perfis radiais de densidade de todos os aglomerados estudados estão apresentados nos apêndices A e B respectivamente. Nesses mapas a área considerada contendo cada aglomerado é representada por um círculo preto, enquanto que 2 círculos em vermelho delimitam o campo de comparação.

Ao comparar os mapas de densidade superficial em uma região com raio de $20''$ e resolução de $2,5'' \times 2,5''$, dispostos à esquerda nas figuras do apêndice A, observou-se

que os aglomerados NGC 6613, NGC 6178, Markarian 38, Stock 13, Lynga 14 e NGC 3572 apresentam campos não uniformes, com a presença de diversas estruturas tão densas quanto o aglomerado. Conseqüentemente, isso dificultou muito a determinação da melhor região para o campo de comparação. Os raios que delimitam este campo estão apresentados na Tabela 5.1.

Nesses mapas, exceto para Trumpler 18, não foi possível identificar a presença de uma concentração preferencial, ou seja, uma densidade maior de estrelas na região delimitada pelos círculos pretos, embora os aglomerados Markarian 38, Hogg 22 e Stock 13 apresentem estruturas com pouco contraste.

Isso pode ter ocorrido pois, alguns aglomerados estão situados em regiões muito densas, como pode ser observado na Figura ?? que apresenta a distribuição galáctica dos objetos da amostra.

Como a resolução destes mapas não foi suficiente para verificar as estruturas internas de aglomerados tão pequenos, com raio inferior a $7'$, foram construídos mapas de densidades com resolução de $1' \times 1'$. Eles estão apresentados à direita das figuras do Apêndice A. Nesses mapas foi possível observar que os aglomerados estudados não possuem estruturas circulares bem definidas. O que era de se esperar uma vez que se tratam de aglomerados abertos.

Somente os aglomerados NGC 6613, Markarian 38, NGC 5606 e Lynga 14 apresentaram uma estrutura central melhor definida.

A ascensão reta e a declinação do centro dos aglomerados foram calculadas pelo método apresentado na Seção 4.1.3. Tais coordenadas também estão contidas na Tabela 5.1. Para a determinação do centro dos aglomerados ambas as coordenadas foram transformadas em graus e as incertezas destes valores foram definidas como metade do desvio padrão da média (RMS) do ajuste gaussiano da distribuição de estrelas. As RMS encontradas estavam em torno de $0,035^\circ$. No caso de NGC 3572 esta diferença pode ser reflexo de uma grande concentração de estrelas em torno de $11^h 11^m$, equivalente a $83,24^\circ$. Em NGC 6613 e Markarian 38 é possível verificar uma concentração maior de estrelas ao sul e em Trumpler 28 e NGC 2367 ao norte dos mapas de densidade com resolução de $1' \times 1'$, o que pode ter ocasionado esta diferença.

Os valores encontrados para as coordenadas do centro de cada aglomerado são

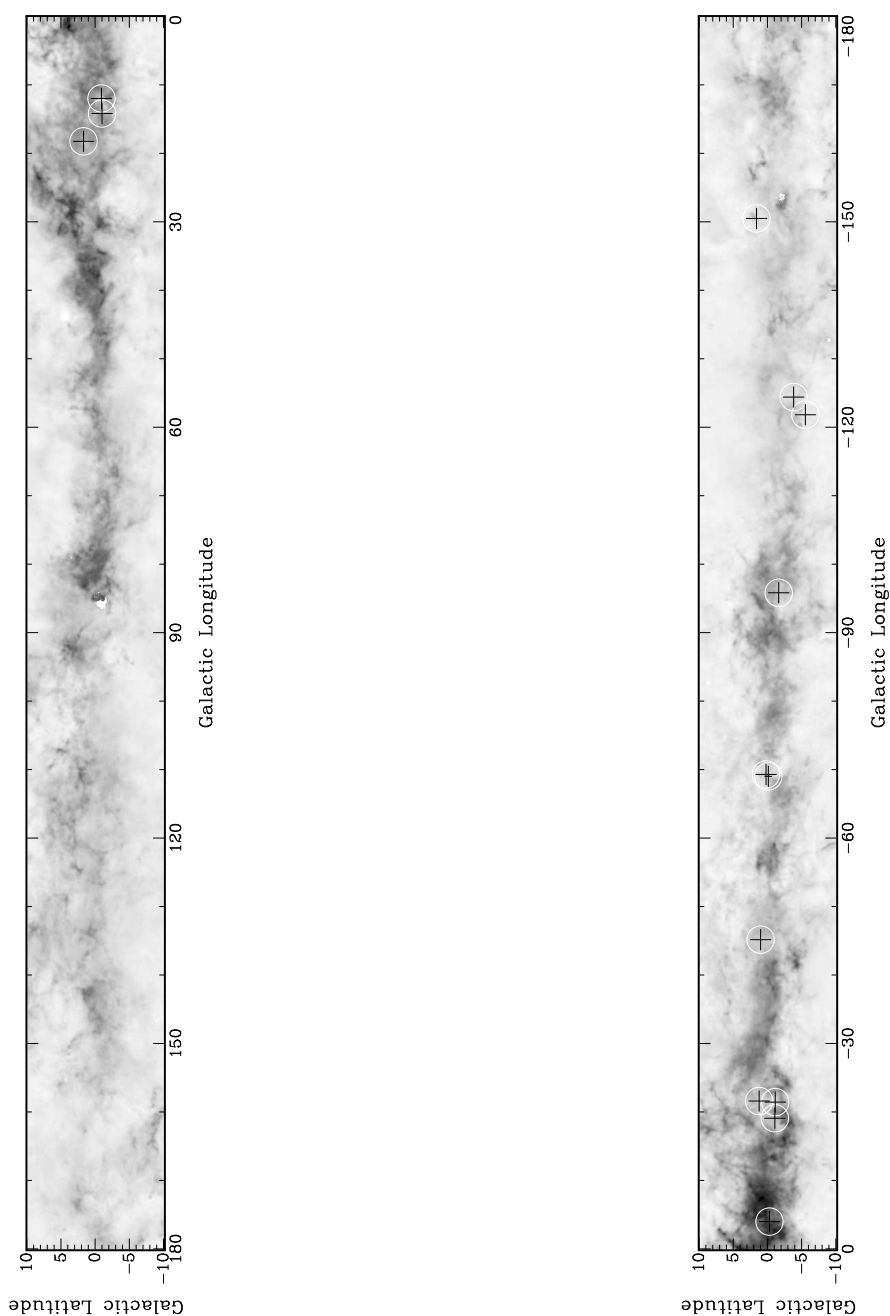


Figura 5.1: Distribuição galáctica dos aglomerados. O centro é indicado por uma cruz preta e um círculo branco.

compatíveis com aqueles dados pela literatura (Tabela 2.1), no entanto não oferecem uma precisão maior, dada a não uniformidade de distribuição superficial das estrelas. As maiores diferenças, em módulo, na ascensão reta são da ordem de $3^s=45''$ para NGC 3572 e de $1'$ na declinação para NGC 6613, Markarian 38, Trumpler 28 e NGC 2367. A ausência

Nome	Ascensão Reta	Declinação	σ_{bg}	σ_0	R	r_c	δ_c
	h m s	° '	(' ⁻²)	(' ⁻²)	(')	(')	
NGC 6613	18 19 58 (4)	-17 07 (1)	$1,25 \pm 0,18$	$13,7 \pm 2,5$	$5,5 \pm 0,5$	$0,283 \pm 0,054$	$11,96 \pm 2,6$
NGC 6178	16 35 46 (4)	-45 39 (1)	$3,02 \pm 0,28$	$5,29 \pm 0,73$	$5,0 \pm 0,5$	$0,78 \pm 0,15$	$2,75 \pm 0,29$
Markarian 38	18 15 16 (5)	-19 01 (1)	$2,30 \pm 0,34$	$9,1 \pm 2,9$	$3,5 \pm 0,5$	$0,30 \pm 0,10$	$5,0 \pm 1,4$
Trumpler 28	17 37 01 (4)	-32 28 (1)	$0,827 \pm 0,093$	$2,25 \pm 0,15$	$5,0 \pm 0,5$	$2,01 \pm 0,18$	$3,72 \pm 0,36$
Hogg 22	16 46 35 (6)	-47 05 (1)	$4,69 \pm 0,35$	$3,01 \pm 0,77$	$3,5 \pm 0,5$	$1,54 \pm 0,71$	$1,64 \pm 0,17$
Trumpler 18	11 11 28 (8)	-60 40 (1)	$4,53 \pm 0,33$	$3,52 \pm 0,59$	$5,5 \pm 0,5$	$0,69 \pm 0,16$	$1,78 \pm 0,14$
Stock 13*	11 13 04 (8)	-58 53 (1)	$3,05 \pm 0,27$	83 ± 370	$4,5 \pm 1,0$	$0,04 \pm 0,09$	28 ± 122
NGC 2362	07 18 41 (5)	-24 57 (1)	$1,47 \pm 0,18$	$4,61 \pm 0,46$	$5,0 \pm 0,5$	$1,11 \pm 0,17$	$4,14 \pm 0,50$
NGC 6604	18 18 04 (4)	-12 15 (1)	$2,23 \pm 0,27$	$3,74 \pm 0,46$	$5,5 \pm 0,5$	$1,00 \pm 0,15$	$2,68 \pm 0,29$
NGC 5606	14 27 48 (8)	-59 38 (1)	$3,69 \pm 0,35$	$12,48 \pm 1,4$	$4,5 \pm 0,5$	$0,554 \pm 0,090$	$4,38 \pm 0,50$
Lynga 14	16 55 04 (6)	-45 14 (1)	$3,91 \pm 0,40$	$6,29 \pm 0,75$	$4,0 \pm 0,5$	$0,96 \pm 0,14$	$2,61 \pm 0,25$
NGC 2367	07 20 06 (4)	-21 52 (1)	$1,16 \pm 0,20$	$2,89 \pm 0,49$	$5,0 \pm 1,0$	$0,66 \pm 0,18$	$3,49 \pm 0,6$
NGC 2659	08 42 36 (6)	-44 59 (1)	$2,29 \pm 0,26$	$3,71 \pm 0,31$	$7,0 \pm 1,0$	$2,34 \pm 0,28$	$2,62 \pm 0,23$
NGC 3572	11 10 26 (8)	-60 15 (1)	$3,77 \pm 0,33$	$13,45 \pm 7,9$	$5,0 \pm 0,5$	$0,29 \pm 0,18$	$4,57 \pm 2,12$

Tabela 5.1 - Parâmetros Estruturais: Coordenadas (ascensão reta e declinação), com barras de erros em segundos (s) e minutos (') respectivamente, densidade de estrelas de campo (σ_{bg}), densidade do núcleo (σ_0), raio do aglomerado (R), raio do *core* (r_c) e parâmetro de contraste (δ_c).

de uma concentração preferencial na região do centro não permite um ajuste gaussiano estatisticamente confiável que fornecesse uma melhor RMS. Desta forma para as demais análises as coordenadas do centro dos objetos utilizadas são aquelas apresentadas na Tabela 2.1.

Os parâmetros estruturais foram obtidos por meio do ajuste do perfil de King, conforme o descrito no capítulo anterior. Esses parâmetros estão apresentados na Tabela 5.1.

As densidades do campo e central, σ_{bg} e σ_0 , o raio do núcleo r_c e o parâmetro de contraste (δ_c) são inéditos, não sendo possível uma comparação com outros resultados da literatura. No entanto, é possível tomar como exemplo o aglomerado Pismis 5 estudado por Bonatto & Bica (2009) que encontraram $\sigma_{bg} = 1,81 \pm 0,02$ '⁻², $\sigma_0 = 10,2 \pm 4,3$ '⁻², $r_c = 0,69 \pm 0,22'$, $R = 6,0 \pm 0,3'$ e $\delta_c = 6,6 \pm 2,3$, semelhantes aos de NGC 6613 da amostra do presente trabalho. Resultados desse tipo são um indicativo da semelhança na estrutura desses aglomerados.

No que se refere ao raio de cada aglomerado, apenas 6 deles, NGC 6613, Markarian

38, Hogg 22, Trumpler 18, NGC 6604 e NGC 2659 apresentam valores ligeiramente acima daqueles dados na literatura, os demais estão em concordância, dentro das barras de erro adotadas. A Figura 5.2 mostra a comparação desses resultados, indicando que na maioria dos casos a discrepância não é maior que 50% do valor encontrado na literatura, exceto para Markarian 38, cujo raio calculado foi de $R = 3,5 \pm 0,5'$, que está cerca de 1,75 vezes acima do valor adotado por DAML ($R = 2'$). É importante ressaltar que, para um dado aglomerado, a região considerada por DAML tem o dobro da dimensão definida pelo raio que eles adotaram. Desta forma, a comparação efetuada no presente trabalho leva em conta o raio da região considerada por DAML, que equivale ao diâmetro que eles adotaram para os aglomerados, listados na Tabela 2.1.

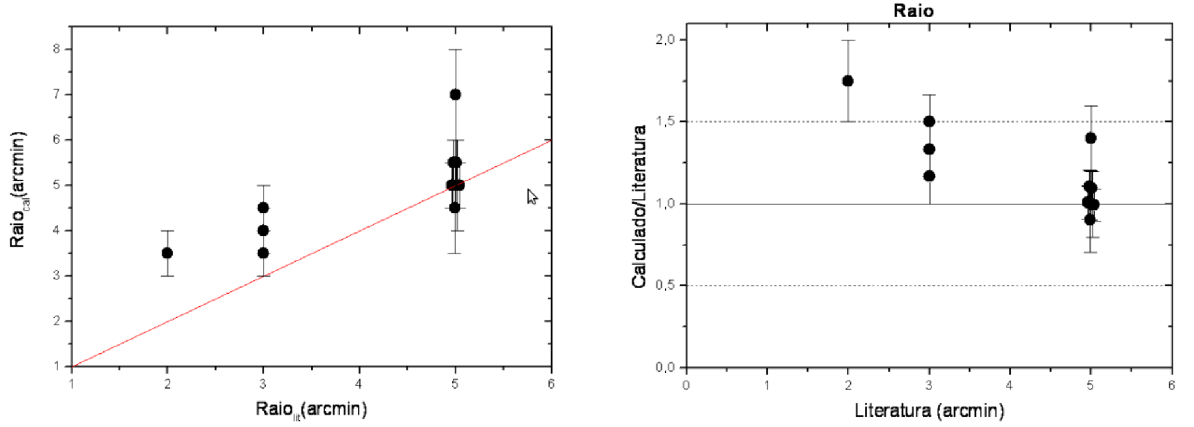


Figura 5.2: Raios calculados (eixo y) no presente trabalho comparados com os dados encontrados na literatura (eixo x). O painel da direita mostra a concordância de até no máximo 1.5 do valor dado na literatura para a maioria dos casos. As barras de erro no painel à esquerda são dadas na Tabela 5.1, enquanto que no painel da direita utilizam-se valores relativos ao raio dado na literatura.

De acordo com o descrito no Capítulo 4, os parâmetros fundamentais foram determinados com base nos diagramas cor-cor e cor magnitude, os quais estão disponíveis nos apêndices C e D respectivamente. Os valores estimados para distância, excesso de cor, idades e massas são fornecidos na Tabela 5.2.

Como mencionado no Capítulo 1, uma das formas de se estimar a idade de aglomerados é baseada no número de membros que apresentam excesso na banda K. No entanto,

Nome	f_k	(m-M)	d	E(B-V)	Idade	M
	(%)	mag	(pc)	mag	(x10 ⁶ anos)	$M_\odot$
NGC 6613	$8,9 \pm 3,4$	$10,88 \pm 0,44$	1500 ± 300	$0,48 \pm 0,07$	7,5	175 ± 40
NGC 6178	$1,56 \pm 1,0$	$10,73 \pm 0,47$	1400 ± 300	$0,30 \pm 0,05$	2,5	179 ± 51
Markarian 38	$12,0 \pm 5,2$	$10,81 \pm 0,46$	1450 ± 300	$0,26 \pm 0,05$	7,5	95 ± 19
Trumpler 28	$0,92 \pm 0,77$	$10,27 \pm 0,61$	1100 ± 300	$0,65 \pm 0,07$	2,5	160 ± 32
Hogg 22	$9,5 \pm 3,4$	$11,02 \pm 0,55$	1600 ± 400	$0,45 \pm 0,05$	2,5	152 ± 30
Trumpler 18	$10,8 \pm 5,4$	$11,90 \pm 0,37$	2400 ± 400	$0,22 \pm 0,07$	2,5	358 ± 67
Stock 13	$15,1 \pm 9,3$	$10,57 \pm 0,34$	1300 ± 200	$0,19 \pm 0,07$	12,5	85 ± 17
NGC 2362	$21,7 \pm 3,8$	$10,73 \pm 0,31$	1400 ± 200	$0,02 \pm 0,05$	2,5	201 ± 37
NGC 6604	$3,1 \pm 2,0$	$11,15 \pm 0,39$	1700 ± 300	$0,80 \pm 0,08$	5,0	234 ± 47
NGC 5606	$10,4 \pm 4,9$	$11,71 \pm 0,40$	2200 ± 400	$0,43 \pm 0,07$	2,5	201 ± 39
Lynga 14	$5,0 \pm 2,8$	$10,00 \pm 0,33$	1000 ± 150	$1,06 \pm 0,07$	2,5	124 ± 24
NGC 2367	$15,7 \pm 6,6$	$11,61 \pm 0,31$	2100 ± 300	$0,27 \pm 0,06$	2,5	108 ± 23
NGC 2659	$15,3 \pm 4,0$	$11,39 \pm 0,23$	1900 ± 200	$0,25 \pm 0,05$	2,5	394 ± 89
NGC 3572	$16,2 \pm 3,2$	$11,51 \pm 0,22$	2000 ± 200	$0,12 \pm 0,05$	2,5	208 ± 45

Tabela 5.2 - Parâmetros Fundamentais: Fração de estrelas com excesso K (f_k), módulo de distância (m-M), distância (d) em pc, extinção (E(B-V)) em mag, Idade em milhões de anos e Massa (M) em massas solares.

esse método não se mostrou eficiente no presente trabalho. As frações de estrelas com excesso K (f_K), dadas na segunda coluna da Tabela 5.2, mostram que 6 objetos da amostra apresentam valores menores que 10%; 7 objetos têm frações entre 10 e 20%, enquanto que apenas NGC2362 apresenta o maior valor encontrado, $f_K = (21,7 \pm 3.8)\%$. Apesar de se tratar de um dos aglomerados mais jovens da amostra (5×10^6 anos de acordo com a literatura), não parece haver uma correlação entre f_K e as idades dos objetos estudados, já que outros aglomerados de idade semelhante não apresentam f_K nessa mesma faixa, como por exemplo Lynga 14 ($f_K = 5,0 \pm 2.8 \%$) e Hogg 22 ($f_K = 9.5 \pm 3.4 \%$). Por outro lado, Stock 13 que tem $f_K = 15.1 \pm 9.3 \%$, um excesso K comparável a NGC2362, parece ser bem mais velho (17×10^6 anos), de acordo com a literatura. A Figura 5.4 apresenta a distribuição de f_K em função das idades, indicando para essa amostra uma falta de correlação entre tais parâmetros.

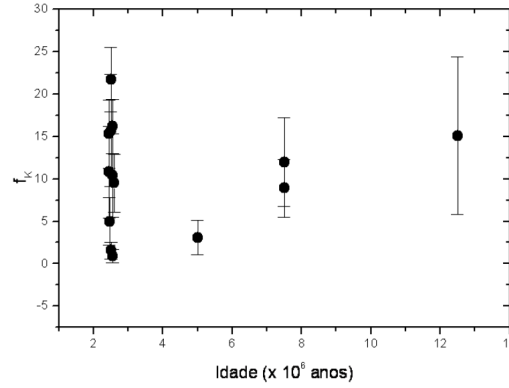


Figura 5.3: Gráfico da idade pela fração de estrelas com excesso K (f_K).

Comparando-se as distâncias calculadas no presente trabalho com os resultados da literatura verifica-se uma boa concordância, considerando-se as barras de erros adotadas, o que mostra a consistência do método utilizado. Porém variações em até 50% podem ocorrer em alguns dos casos, como ilustrado na Figura 5.4.

Também nota-se uma tendência de os valores calculados estarem acima dos dados da literatura. As maiores discrepâncias ocorrem para Trumpler 18, para o qual foi calculada uma distância de 2400 ± 400 pc e na literatura encontra-se 1343 pc e para NGC2367

$d=2100 \pm 300$ pc contra 1400 pc encontrado no catálogo DAML.

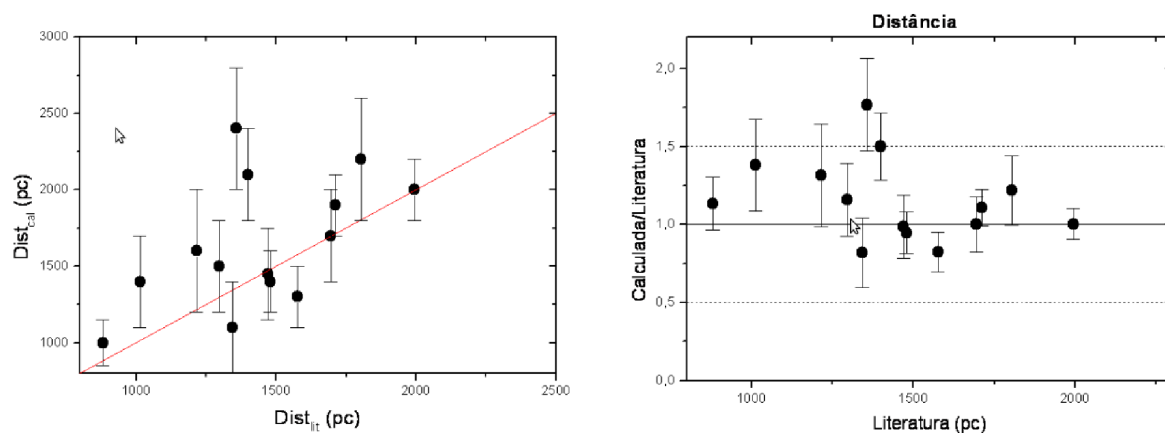


Figura 5.4: Distâncias calculadas (eixo y) no presente trabalho comparadas com os dados encontrados na literatura (eixo x). O painel da direita mostra a concordância dentro de uma faixa de até 50% do valor dado na literatura para a maioria dos casos. As barras de erro no painel à esquerda são dadas na Tab. 5.2, enquanto que no painel da direita utilizam-se valores relativos à distância dada na literatura.

Os valores calculados para o excesso de cor $E(B-V)$ são comparados com os dados da literatura, como ilustrado na Figura 5.5. Considerando-se as barras de erro, nota-se uma razoável concordância, dentro de uma faixa de 50%. A principal diferença é encontrada em NGC2367 com $E(B-V) = 0.25 \pm 0.06$, um fator 5.5 maior que na literatura ($E(B-V)=0.05$). Exceto esse caso, os valores calculados estão abaixo daqueles fornecidos pela literatura para a maioria dos objetos, em particular para NGC2362 ($E(B-V)=0.1$ mag) para o qual foi calculado $E(B-V) = 0.02 \pm 0.05$.

A tendência dos valores da literatura estarem superestimados, verificada na Figura 5.5, já foi notada em estudos anteriores para outros aglomerados (2006, Trabalho de Graduação), em que a correção da extinção, baseada no $E(B-V)$ dado na literatura, levou à uma distribuição dos objetos no lado azul dos CMDs, em função de um desavermelhamento incorreto.

Considerando-se que flutuações de até 0.5 mag são esperadas para o excesso de cor, em função das características do meio interestelar, as discrepâncias encontradas para os baixos valores de $E(B-V)$ são irrelevantes. Entretanto, o caso de NGC2367 merece uma

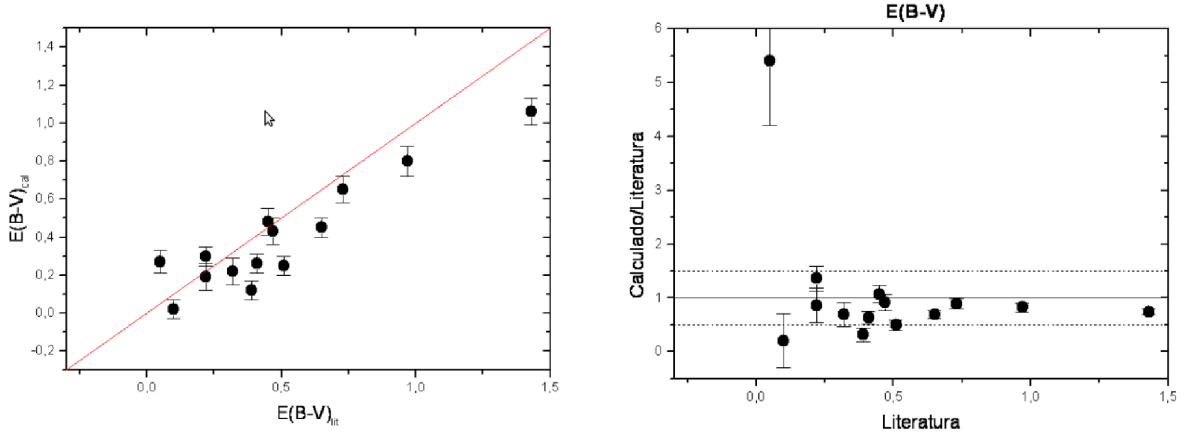


Figura 5.5: Excesso de cor $E(B-V)$ calculado (eixo y) no presente trabalho comparado com a literatura (eixo x). O painel da direita mostra a concordância dentro de uma faixa de até 50% do valor dado na literatura para a maioria dos casos. As barras de erro no painel à esquerda são dadas na Tabela. 5.2, enquanto que no painel da direita utilizam-se valores relativos ao excesso de cor dado na literatura.

discussão mais cuidadosa, já que apresentou resultados muito diferentes, tanto para a distância como para $E(B-V)$.

A determinação de idades e massas foi baseada nos histogramas respectivamente apresentados nos Apêndices E e F, mostrando a distribuição do número de estrelas nas seguintes faixas de idade: (0.2 - 5; 5 - 10; 10 - 15; 15 - 20) $\times 10^6$ anos, e de massas: (0,1 - 1; 1 - 2; 2 - 3; 3 - 4; 4 - 5; 5 - 6; 6 - 7) $M_{\odot}$.

Os critérios adotados para indicar a faixa mais provável de idades e massas de cada aglomerado foram baseados na distribuição preferencial das estrelas P-70. A distribuição das demais estrelas não foi considerada tão relevante durante a inspeção visual dos histogramas, dadas as incertezas na probabilidade das demais estrelas pertencerem ao aglomerado, em particular o conjunto P-?, que pode conter estrelas de campo.

Desta forma, para evitar um resultado estatístico não significativo para determinação de massas e idades, não foi calculada a média dos valores encontrados para todos os objetos de cada aglomerado. Como descrito a seguir, as idades e massas indicadas foram baseadas na tendência de distribuição das estrelas P-70, e em alguns casos as P-50 também foram consideradas.

Com base nessas estrelas, o aglomerado NGC 6613 parece apresentar um processo contínuo de formação de estrelas entre $0,2$ e 15×10^6 anos, com uma incidência maior de estrelas com idades entre 5 e 10×10^6 anos. Este resultado é reforçado pelas estrelas P-50. Para NGC 6178 a faixa preferencial de sua população P-70 e P-50 é de $0,2$ a 5×10^6 anos. Em ambos os casos as estrelas P-? que passaram pelo processo de descontaminação de campo não seguem a mesma distribuição de idades.

Como foi apresentado no capítulo anterior, em Markarian 38 foram identificados dois períodos de formação de estrelas, um entre $0,2$ e 5×10^6 anos e outro entre 10 e 15×10^6 anos, sem uma tendência preferencial. Caso as estrelas P-50 sejam de fato membros do aglomerado essa distribuição parece ser mais contínua com quantidade considerável de estrelas com idades entre 5 e 10×10^6 anos. Neste caso optou-se por uma idade média entre os dois picos mais relevantes de forma que a idade estimada para Markarian 38 foi de $7,5 \times 10^6$ anos. A distribuição das estrelas P-? possui distribuição semelhante não contribuindo para um melhor discernimento sobre a faixa preferencial para a idade deste aglomerado.

Embora o aglomerado Trumpler 28 apresente estrelas com idades variando de $0,2$ a 20×10^6 anos sua distribuição indica uma quantidade maior de estrelas com idades entre $0,2$ e 5×10^6 anos tanto para as estrelas P-70, quanto para as P-50. Neste caso as estrelas P-? também apresentam uma distribuição semelhante a das P-70 e P-50.

Hogg 22 possui maior parte da sua população, tanto P-70 quanto P-50, com idades entre $0,2$ e $5,0 \times 10^6$ anos. Porém uma parte considerável de suas estrelas tem idades entre 10 e 15×10^6 anos. Neste caso os objetos P-?, que têm preferencialmente idades entre $0,2$ e 5×10^6 anos reforçam uma estimativa de idade mais jovem para esse aglomerado.

Mais de 50% das estrelas P-70 de Trumpler 18 encontra-se na faixa de $0,2$ a $5,0 \times 10^6$ anos. A população P-? apresentou uma distribuição diferente das demais. Stock 13 não possui estrelas P-70, e sua população P-50 está distribuída uniformemente entre $0,2$ e 20×10^6 anos, não permitindo uma estimativa mais precisa de sua idade embora as estrelas P-? possuam, em sua maioria, idades entre $0,2$ e 5×10^6 anos.

Para NGC 2362 estimou-se uma idade entre $0,2$ e 5×10^6 anos, pois quase todas as estrelas P-70, P-50 e P-? estão nesta faixa de idades. Essa estimativa é reforçada pela fração de estrelas com excesso K superior a 20%, que é um indicativo de uma população estelar de 5×10^6 anos. Considerando as estrelas P-70, NGC 6604 apresenta um processo

contínuo de formação de estrelas entre $0,2$ e 10×10^6 anos, por essa razão foi atribuída a ele uma idade de 5×10^6 anos, porém se as estrelas P-50 forem levadas em conta a idade preferencial das estrelas deste aglomerado é $2,5 \times 10^6$ anos. As estrelas P-? reforçam a tendência a essa faixa de idades.

Em NGC 5606 a maior parte das estrelas tanto P-70 quanto P-? apresentam idades entre $0,2$ e 5×10^6 anos. Com uma quantia considerável de estrelas P-70 com idades entre 10 e 15×10^6 anos. Porém as estrelas P-50 estão igualmente distribuídas entre $0,2$ e 10×10^6 anos não sendo úteis para a estimativa mais precisa da idade destes objetos.

O aglomerado NGC 2367 também apresenta tendência para idades entre $0,2$ e 5×10^6 anos, embora suas estrelas P-70 estejam distribuídas no intervalo de $0,2$ a 15×10^6 anos. Para ele as estrelas P-50 também não apresentam relevância para a determinação da idades, mas as estrelas P-? contribuem para a estimativa de uma idade preferencial entre $0,2$ e 5×10^6 anos.

Lynga 14 por sua vez também possui um pico maior entre $0,2$ e 5×10^6 anos tanto para as P-70 quanto para as P-?, mas uma fração razoável destas populações apresenta idades entre 10 e 15×10^6 anos. No entanto ao considerar as estrelas P-50, embora estas estejam igualmente distribuídas em uma faixa de $0,2$ a 10×10^6 anos, o total de estrelas (P-70 e P-50) com idades entre $0,2$ e 5×10^6 anos é maior que para as outras idades.

Embora as estrelas P-50 tenham preferencialmente idades entre 10 e 15×10^6 anos e as P-? estejam bem distribuídas entre $0,2$ e 20×10^6 anos, a faixa de idade estimada para NGC 2659 foi de $0,2$ a 5×10^6 anos, uma vez que a maioria das estrelas P-70 se encontravam nesta faixa. Por fim, para NGC 3572 também estimou-se idade semelhante pois suas três populações apresentam maior pico nesta faixa de idades.

Nos casos de NGC 6613, NGC 6178, Trumpler 18, Stock 13 e NGC 2659 as estrelas P-? não apresentam distribuições de idades semelhantes às P-70 e P-50. Isso pode ser atribuído à presença de muitas estrelas de campo na amostra, o que exigiria uma melhoria no algoritmo de descontaminação de campo pelo menos para estes aglomerados.

A maioria dos aglomerados apresenta idades inferiores a 5×10^6 anos, somente os aglomerados NGC 6604 (5×10^6 anos), NGC 6613 e Markarian 38 ($7,5 \times 10^6$ anos) e Stock 13 ($12,5 \times 10^6$ anos) apresentam idades distintas.

Para os aglomerados NGC 6178, Trumpler 28 e NGC 2362 a faixa preferencial de

idades estava bem definida uma vez que quase todas as suas estrelas se encontram na faixa entre $0,2$ e 5×10^6 anos.

Nos demais casos poderia ser considerada uma outra faixa de idade preferencial devido aos motivos citados adiante.

Os aglomerados Markarian 38, Hogg 22 (caso sejam consideradas as estrelas P-50), NGC 5606 e Lynga 14 apresentam uma distribuição semelhante, com dois períodos de formação estelar, um entre $0,2$ e 5×10^6 anos e outro entre 10 e 15×10^6 anos.

Um período mais longo de formação estelar (de 15×10^6 anos), pode ser notado nos aglomerados NGC 6613, Markarian 38, Trumpler 18, NGC 6604, NGC 5606, NGC 2367, Lynga 14 (caso as estrelas P-50 sejam consideradas), NGC 2659 e NGC 3572. Neste grupo uma distribuição decrescente do número de estrelas, com o aumento idade, de forma que menores idades apresentam uma quantidade maior de estrelas, pode ser observado em quase todos os objetos, exceto em NGC 6613, em que a distribuição é praticamente constante nesta faixa de idades, e Markarian 38, NGC 5606 e Lynga 14, que possuem menos membros com idades entre 5 e 10×10^6 anos.

Devido a ausência de estrelas P-70 e uniformidade da distribuição das P-50 em uma faixa de idades entre $0,2$ e 25×10^6 anos, qualquer idade neste intervalo poderia ser atribuída a Stock 13.

Para analisar a distribuição de massas nos aglomerados estudados foram construídos os histogramas de distribuição de massas presentes no Apêndice F. Os critérios adotados para esta análise foram baseados na distribuição preferencial das estrelas P-70 e quando necessário na distribuição das estrelas P-50.

Os aglomerados NGC 6613 e NGC 6178 apresentam quase todas as suas estrelas distribuídas em um intervalo de 1 a $4M_{\odot}$, com uma quantidade maior de estrelas entre 1 e $2M_{\odot}$, mas com uma contribuição considerável entre 3 e $4M_{\odot}$.

Markarian 38 possui estrelas com massas que variam de 1 a $6M_{\odot}$. Se forem consideradas as estrelas P-50, este aglomerado possui uma concentração maior de estrelas entre 1 a $2M_{\odot}$. Caso contrário um pico equivalente ocorre entre 3 e $4M_{\odot}$. No caso de Trumpler 28 as estrelas possuem massas entre 1 e $5M_{\odot}$, caso as P-50 sejam consideradas. Para as duas populações (P-70 e P-50) há uma tendência maior de estrelas com massas entre 1 e $2M_{\odot}$.

Ao considerar apenas as estrelas P-70, Hogg 22 apresenta uma contribuição importante entre 4 e $5M_{\odot}$, no entanto, se forem consideradas as estrelas P-50, este aglomerado possui grande parte de suas estrelas com massas entre 1 e $2M_{\odot}$.

Por sua vez, Trumpler 18 apresenta uma distribuição quase equivalente entre 1 e $4M_{\odot}$, com tendência a diminuir o número de estrelas com maior massa. Há também uma contribuição não desprezível de estrelas com massas entre 5 e $7M_{\odot}$.

O aglomerado Stock 13 não apresenta estrelas P-70, porém sua população de P-50 revela uma distribuição de estrelas com massas entre 1 e $6M_{\odot}$ com uma quantidade maior de estrelas entre 1 e $2M_{\odot}$ diminuindo das menores para as maiores massas, em concordância com as P-? que estão neste intervalo.

NGC 2362 apresenta uma distribuição variando de 1 a $7M_{\odot}$ com um pico principal entre 3 e $4M_{\odot}$. NGC 6604 não apresenta estrelas P-70 com massas inferiores a $2M_{\odot}$, nem superiores a $4M_{\odot}$, onde a maior parte das estrelas possui massas entre 2 e $3M_{\odot}$. Por outro lado, ao considerar as estrelas P-50 verificamos uma distribuição crescente com relação a massa, ou seja uma pequena quantidade de estrelas com massas entre 1 e $2M_{\odot}$ e um número maior de estrelas com massas entre 3 e $4M_{\odot}$.

O aglomerado NGC 5606 possui massas distribuídas entre 1 e $7M_{\odot}$, onde a maior parte das estrelas está entre 1 e $4M_{\odot}$, com dois picos equivalentes entre 1 e $2M_{\odot}$, e 3 e $4M_{\odot}$. NGC 2367 apresenta estrelas com massas entre 1 e $6M_{\odot}$ com uma distribuição semelhante a Trumpler 18, com um pico maior entre 1 e $2M_{\odot}$ diminuindo, com uma queda mais acentuada para maiores massas.

Ao considerar as estrelas P-70 não se observam estrelas com massas inferiores a $2M_{\odot}$ em Lynga 14, apenas um pequeno pico entre 2 e $3M_{\odot}$ e uma distribuição constante de 3 a $7M_{\odot}$. Se as estrelas P-50 forem levadas em conta há algumas estrelas com massas entre 1 e $2M_{\odot}$, mas a concentração maior está entre 2 e $3M_{\odot}$.

NGC 2659 apresenta uma tendência entre 3 e $4M_{\odot}$ com um segundo pico entre 1 e $2M_{\odot}$, caso as estrelas P-50 sejam consideradas. Por fim, NGC 3572 apresenta uma distribuição entre 1 e $6M_{\odot}$ semelhante à de NGC 2367 em uma fração 3 vezes menor e com um decréscimo mais suave para as maiores massas.

Os aglomerados Trumpler 18, NGC 2367, NGC 3572 e NGC 6604 apresentam distribuições semelhantes com um número maior de estrelas com baixas massas que de-

crecem, de forma a ter poucas estrelas com maiores massas de acordo com o esperado em uma função de massa normal.

NGC 6613, NGC 6178, Trumpler 28 e NGC 5606 apresentam uma distribuição com dois picos quase semelhantes entre 1 e $2M_{\odot}$ e 3 e $4M_{\odot}$, com poucas estrelas entre estes intervalos e uma fração insignificante, ou nula, de estrelas com mais de $4M_{\odot}$.

Os aglomerados NGC 2362, NGC 2659 e NGC 6604, caso as estrelas P-50 sejam consideradas, apresentam uma distribuição diferente do esperado, o número de estrelas cresce com o aumento da massa. Como esses aglomerados estão razoavelmente próximos (1400pc e 1900 pc) e possuem baixa extinção ($E(B-V) = 0,02$ e $0,25$), ou estes aglomerados apresentam de fato um comportamento diferente do esperado, ou estrelas de baixa massa pertencentes a eles não possuem informações de pertinência não aparecendo entre as P-70 ou P-50.

Markarian 38, Stock 13 e Lynga 14 também apresentam comportamento anômalo.

Todos os aglomerados estudados apresentam um pico maior para estrelas P-? entre 1 e $2M_{\odot}$, isso é uma característica de estrelas de campo que tendem a ser de menor massa, e devem ser mais velhas do que as dos aglomerados em estudo. Por outro lado, o comportamento destas estrelas segue a distribuição das estrelas P-70 e P-50, exceto para Trumpler 28, NGC 6604, NGC 2367, Lynga 14 e NGC 2659. Nestes casos isso pode ter ocorrido pois estrelas de campo que passaram pelo processo de descontaminação de campo não deveriam ter sido consideradas do aglomerado.

A dúvida com relação a confiabilidade do método de descontaminação de campo utilizado no presente trabalho é ressaltada pela presença excessiva de estrelas com massas inferiores a $1M_{\odot}$ e idade alta que são encontradas nos aglomerados Stock 13, NGC 2362, NGC 6604, Lynga 14 e NGC 3572. Estas estrelas foram desconsideradas na estimativa da massa total das estrelas PSP destes objetos.

5.2 Comparação

A discussão dos resultados de forma comparativa entre os 14 aglomerados estudados no presente trabalho é baseada nas Figuras 5.6, 5.7 e 5.8. Para tais comparações, os raios do aglomerado (R) e do núcleo (r_c) com medidas em arcmin foram transformados em parsec mediante da equação 5.1:

Nome	σ_{bg}	σ_0	R	r_c	δ_c	r_c/R	Morfologia
	(pc^{-2})	(pc^{-2})	(pc)	(pc)			
NGC 6613	6.6 ± 0.9	72.0 ± 13.1	2.40 ± 0.22	0.123 ± 0.024	12.0 ± 2.6	0.051 ± 0.011	ACC
NGC 6178	18.2 ± 1.7	31.9 ± 4.4	2.04 ± 0.20	0.318 ± 0.061	2.75 ± 0.29	0.156 ± 0.034	AH
Markarian 38	12.9 ± 1.9	51.2 ± 16.3	1.48 ± 0.21	0.127 ± 0.042	5.0 ± 1.4	0.086 ± 0.031	ACC
Trumpler 28	8.1 ± 0.9	22.0 ± 1.5	1.60 ± 0.16	0.643 ± 0.058	3.72 ± 0.36	0.402 ± 0.054	AH
Hogg 22	21.7 ± 1.6	13.9 ± 3.6	1.63 ± 0.23	0.72 ± 0.33	1.64 ± 0.17	0.44 ± 0.21	AH
Trumpler 18	9.3 ± 0.7	7.2 ± 1.2	3.84 ± 0.35	0.482 ± 0.112	1.78 ± 0.14	0.125 ± 0.031	AH
Stock 13*	21.3 ± 1.9	600 ± 2600	1.70 ± 0.38	0.015 ± 0.034	30 ± 12	0.009 ± 0.020	AH
NGC 2362	8.9 ± 1.1	27.8 ± 2.8	2.04 ± 0.20	0.452 ± 0.069	4.14 ± 0.5	0.222 ± 0.041	ACC
NGC 6604	9.1 ± 1.1	15.3 ± 1.9	2.72 ± 0.25	0.495 ± 0.074	2.68 ± 0.29	0.182 ± 0.032	AH
NGC 5606	9.0 ± 0.9	30.5 ± 3.4	2.88 ± 0.32	0.355 ± 0.058	4.38 ± 0.50	0.123 ± 0.024	ACC
Lynga 14	46.2 ± 4.7	74.3 ± 8.9	1.16 ± 0.15	0.279 ± 0.041	2.61 ± 0.25	0.240 ± 0.046	ACC
NGC 2367	3.1 ± 0.5	7.7 ± 1.3	3.05 ± 0.61	0.40 ± 0.11	3.49 ± 0.60	0.132 ± 0.045	AH
NGC 2659	7.5 ± 0.9	12.1 ± 1.0	3.87 ± 0.55	1.293 ± 0.155	2.62 ± 0.23	0.334 ± 0.062	AH
NGC 3572	11.1 ± 1.0	39.7 ± 23.3	2.91 ± 0.29	0.17 ± 0.10	4.57 ± 2.12	0.058 ± 0.036	AH

Tabela 5.3 - Parâmetros estruturais dados em Parsec: Densidade de estrelas de campo (σ_{bg}), densidade do núcleo (σ_0), raio do aglomerado (R), raio do *core* (r_c), parâmetro de contraste (δ_c), razão entre os raios do núcleo e do aglomerado (r_c/R) e tipo morfológico: ACC são os aglomerados com tipo morfológico centralmente condensado e AH são do tipo hierárquico, ou seja, com múltiplos picos.

$$r_{pc} = d \times tg \left(\frac{r_{arcmin}}{60} \right) \quad (5.1)$$

onde r_{pc} é a medida em parsec, d é distância do objeto (também em pc), e r_{arcmin} é a medida em arcmin. Os parâmetros de densidade σ_{bg} e σ_0 foram transformados da seguinte forma:

$$\sigma_{pc} = \frac{\sigma_{arcmin}}{\left(d \times tg \left(\frac{1}{60} \right) \right)^2} \quad (5.2)$$

onde σ_{pc} é a densidade em pc^{-2} e σ_{arcmin} é a densidade em $'^{-2}$.

Os parâmetros estruturais em parsec e o tipo morfológico, obtidos através da análise dos mapas de densidade superficial presentes no Apêndice A, estão apresentados na Tabela 5.3. Os tipos morfológicos foram estimados de acordo com as concentrações verificadas nos mapas de distribuição superficial: Hierárquico (AH) para múltiplas condensações e centralmente condensados (ACC) para considerações simples.

A Figura 5.6 é constituída de vários painéis que apresentam a comparação entre

parâmetros estruturais (σ_{bg} , σ_0 , r_c , δ_c e R) e resultados das estimativas de $E(B-V)$, idade e massa (parâmetros fundamentais).

Apenas o aglomerado Stock 13 não aparece nesta análise, pois apresentou valores muito discrepantes dos demais, sendo considerado um ponto aberrante nos gráficos.

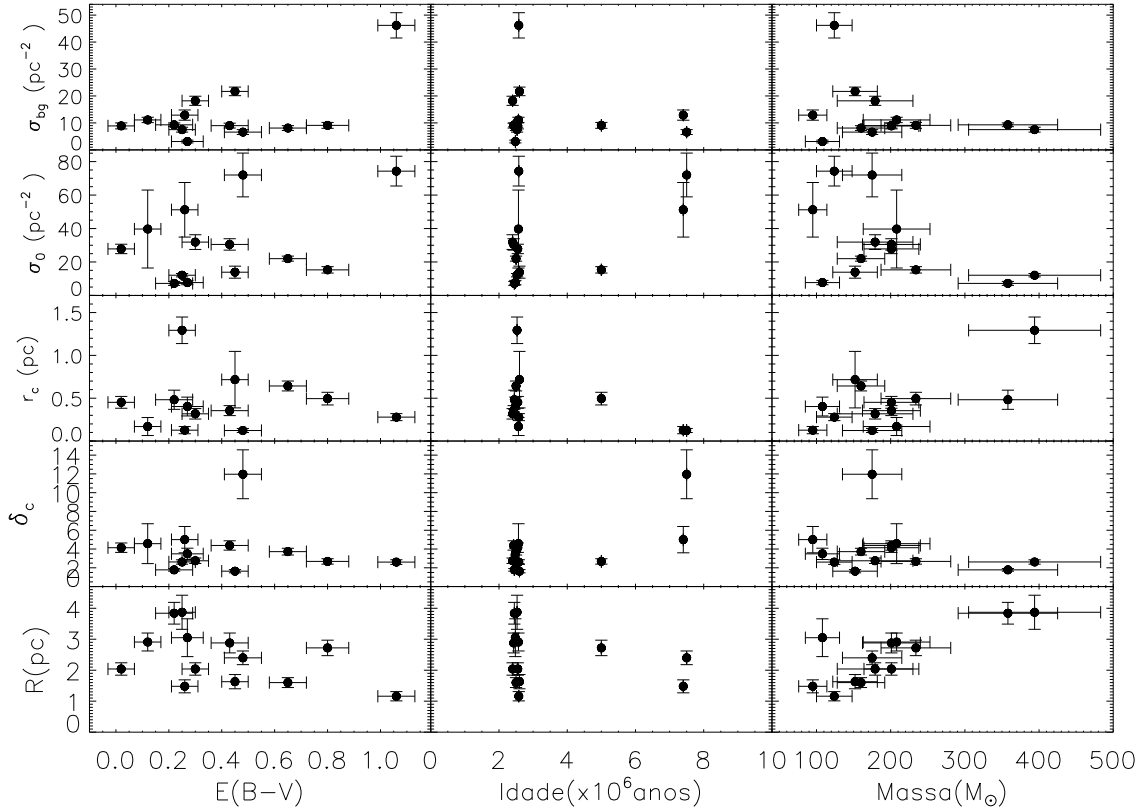


Figura 5.6: Gráfico de comparação entre parâmetros fundamentais ($E(B-V)$, Idade em 10^6 anos e Massa em $M_\odot$) e estruturais (σ_{bg} e σ_0 em pc^{-2} , r_c e R em pc, e δ_c).

Para $E(B-V)$ não se nota uma distribuição preferencial com relação a nenhum dos parâmetros estruturais, ou seja, em toda faixa estudada não há excesso de cor maior ou menor com relação aos parâmetros estruturais, embora verifique-se que há um número relativamente alto de objetos com $E(B-V)$ entre 0,2 e 0,3 mag.

Os parâmetros σ_0 e σ_{bg} não apresentam tendência alguma. No entanto, destaca-se Lynga 14 com alto $E(B-V)$ e $\sigma_{bg} = 46,2 \pm 4,7 \text{ p}^{-2}$. Isso é esperado pois, é mais difícil separar estrelas do aglomerado e do campo em regiões que sofrem alta extinção interestelar,

que nesse caso é da ordem de 3,3 mag, adotando-se $A_V = 3,09 \times E(B-V)$. Esse mesmo aglomerado também apresenta o menor raio da amostra, da ordem de 1.2 pc.

No gráfico de δ_c por $E(B-V)$, nota-se que a maioria dos aglomerados possuem parâmetro de contraste (δ_c) entre 1,5 e 5,5. Considerando que objetos compactos apresentam $7 \leq \delta_c \leq 23$ (Bonatto & Bica, 2009), verifica-se que os objetos estudados são mais dispersos, com exceção de NGC 6613, que apresenta δ_c da ordem de 12, o que o torna o único aglomerado compacto da amostra.

No caso de r_c , nota-se dois comportamentos distintos: para um grupo de objetos com baixos $E(B-V)$ e $r_c < 0,5pc$ há uma distribuição sem correlação, por outro lado, para o grupo com maiores r_c ou $E(B-V)$, pode haver uma tendência de o raio do núcleo diminuir com o excesso de cor. Essa tendência é esperada quando se considera o provável estágio evolutivo do aglomerado, no qual objetos mais embebidos ($E(B-V)$ maior) apresentam uma maior concentração de estrelas no centro do aglomerado (r_c menor), por exemplo Lynga 14. No entanto, aglomerados mais evoluídos tiveram um tempo maior de dispersão dos membros e não se encontram tão concentrados (r_c maiores) e nem tão embebidos ($E(B-V)$ menores), por exemplo NGC 2659.

Nesta comparação apenas o aglomerado Lynga 14 forneceu indícios de uma natureza mais embebida que os demais objetos, que foi confirmada pelas relações com campo σ_{bg} e com seu r_c . Em contrapartida a isso NGC 2659 se mostrou menos embebido. E NGC 6613 foi o único objeto da amostra que pôde ser considerado compacto.

Entre a extinção e os parâmetros estruturais nenhuma distribuição preferencial foi notada, visto que a maioria dos objetos estudados possui $E(B-V)$ entre 0,2 e 0,3 mag. Com relação a σ_0 e σ_{bg} o único destaque se deu a Lynga 14 com alto σ_{bg} ($46,2 \pm 4,7 \text{ p}^{-2}$) e $E(B-V) = 1,06 \pm 0,07 \text{ mag}$, que apresentou resultados de acordo com o esperado, uma vez que é mais difícil separar estrelas do aglomerado e do campo em regiões que sofrem alta extinção interestelar. Com relação a δ_c verificou-se que apenas NGC 6613 pode ser considerado um aglomerado compacto (Bonatto & Bica, 2009), pois possui $7 \leq \delta_c \leq 23$. Os aglomerados NGC 2659, Hogg 22, Trumpler 28, NGC 6604 e Lynga 14 possuem raios do núcleo que decrescem com a extinção, o que sugere objetos mais embebidos, com $E(B-V)$ maior, apresentam uma maior concentração de estrelas no centro do aglomerado, ou seja, r_c menor. Neste caso a sequência sugerida é de que Lynga 14 é o mais embebido, enquanto

NGC 2659 é o mais disperso.

Na análise comparativa das idades verifica-se uma maior distribuição de objetos com a idade média de $2,5 \times 10^6$ anos para todas as faixas de σ_{bg} inferiores a 30 pc^{-2} , exceto para Lynga 14 com $\sigma_{bg}=74.3 \text{ pc}^{-2}$, de acordo com o esperado pois, não há relação da idade com as características do campo. O mesmo seria esperado para δ_c , uma vez que a idade do aglomerado não deveria estar relacionada com o campo. No entanto, nota-se uma maior concentração de baixas idades para os menores valores de δ_c e uma tendência de aumento com a idade, como ocorre por exemplo em NGC 6613 e Markarian 38, com idades de $7,5 \times 10^6$ anos e $\delta_c \gtrsim 5,0$. Esse resultado está em contradição com o que se apresenta na literatura (Bonatto & Bica, 2009) em que o parâmetro δ_c é usado como indicativo de quão cerrado é o aglomerado, e essa característica está relacionada com o estágio evolutivo do objeto. Isso também pode ser observado na distribuição do σ_0 , que é um parâmetro diretamente ligado com o grau de concentração das estrelas do aglomerado. Neste caso, objetos com idade média de $2,5 \times 10^6$ anos estão distribuídos na faixa entre 5 e 40 pc^{-2} , exceto por Lynga 14 $\sigma_0 \approx 75$ e os 2 objetos mais velhos possuem $\sigma_0 \gtrsim 50 \text{ pc}^{-2}$. No entanto tais considerações não podem ser categóricas dada a dificuldade estatística dessa análise.

De maneira similar ao que ocorre com E(B-V) o parâmetro r_c apresenta uma distribuição em dois grupos, sendo que valores de $r_c \lesssim 0,8 \text{ pc}$ são encontrados para os objetos com idade de $2,5 \times 10^6$ anos, com exceção de NGC 2659 que faz parte do outro grupo composto por NGC 6613, Markarian 38 e NGC 6604, para o qual há uma tendência de diminuição de r_c com o aumento da idade. Essa característica pode estar relacionada com o próprio tamanho do aglomerado. Neste caso espera-se que aglomerados maiores com menores núcleos (r_c pequeno) sejam mais evoluídos que aglomerados grandes com alto valor de r_c . Embora o raio desses aglomerados também tende a diminuir com o tamanho do raio, como pode ser observado no quadro inferior central da Figura 5.7. Para verificar essa relação entre os raios do núcleo e do aglomerado, calculou-se a razão r_c/R indicada na Tabela 5.3 para a qual verificou-se que os aglomerados NGC 6613, Markarian 38 e NGC 3572 deveriam ser os objetos mais evoluídos da amostra pois apresentaram r_c/R inferiores a 0,10. Por outro lado, Hogg 22, Trumpler 28, NGC 2659, Lynga 14 e NGC 2362 apresentam os maiores valores de r_c/R da amostra, superior a 0,2, indicando estágios menos evoluídos da amostra.

Com relação a razão r_c/R o aglomerado NGC 3572 aparenta ser mais evoluído, indicando uma idade superior à estimada para ele ($2,5 \times 10^6$ anos). E dentre os demais objetos da amostra, com $0,1 \leq r_c/R \leq 0,2$, ou seja, que deveria apresentar um estágio evolutivo intermediário, apenas o aglomerado NGC 6604 possui uma idade intermediária aos dois grupos citados acima: um menos evoluído (com idade média de $2,5 \times 10^6$ anos) e outro mais evoluído (com idade média de $7,5 \times 10^6$ anos). Esse comportamento é um indício de erro na estimativa da idade de alguns objetos da amostra, dentre eles: NGC 6178, Trumpler 18, NGC 5606, NGC 2367 e NGC 3572.

As massas apresentam alguma tendência apenas com relação ao raio do aglomerado, no qual objetos maiores possuem maior massa. Exceto para NGC 2367 com raio de 3,05 pc e massa $108 M_\odot$. Para os demais parâmetros nenhuma tendência é observada, com exceção de Trumpler 18 que se trata do objeto mais massivo e também possui maior r_c .

Como as massas estimadas são apenas as massas PSP, falta uma contribuição significativa de objetos mais massivos e a incerteza do número de membros considerados pertencentes ao aglomerado torna essa análise inconclusiva.

Uma outra forma de se comparar os aglomerados em função dos seus parâmetros estruturais é baseada na Figura 5.7, que apresenta a distribuição dos parâmetros apresentados na Tabela 5.3 em função do tamanho do aglomerado.

A maioria dos aglomerados, independente do tamanho, apresenta $\sigma_{bg} < 25 pc^{-2}$. No entanto, uma leve tendência de diminuir com o aumento do tamanho do objeto é notada para os objetos Lynga 14, Hogg 22 e NGC 6178 com raios $R \lesssim 2 pc$ e σ_{bg} superior a $15 pc^{-2}$, que também parece se estender para objetos com menos σ_{bg} e maiores R . Trumpler 28 e Markarian 38 fogem a essa tendência pois apresentam R e σ_{bg} pequenos, inferiores a 2 pc e $15 pc^{-2}$ respectivamente.

Para σ_0 não se nota distribuição preferencial, verificando-se apenas que os maiores aglomerados, Trumpler 18 e NGC 2659, apresentam densidade central baixa. Uma explicação para esse fato pode estar relacionada com a ausência de uma concentração única com maior número de objetos no centro do aglomerado. No caso desses dois objetos verifica-se nos mapas de densidade superficial, que ambos apresentam múltiplas concentrações espalhadas em torno do centro do aglomerado. Este poderia ser um indicativo de um processo hierárquico na fragmentação da nuvem original.

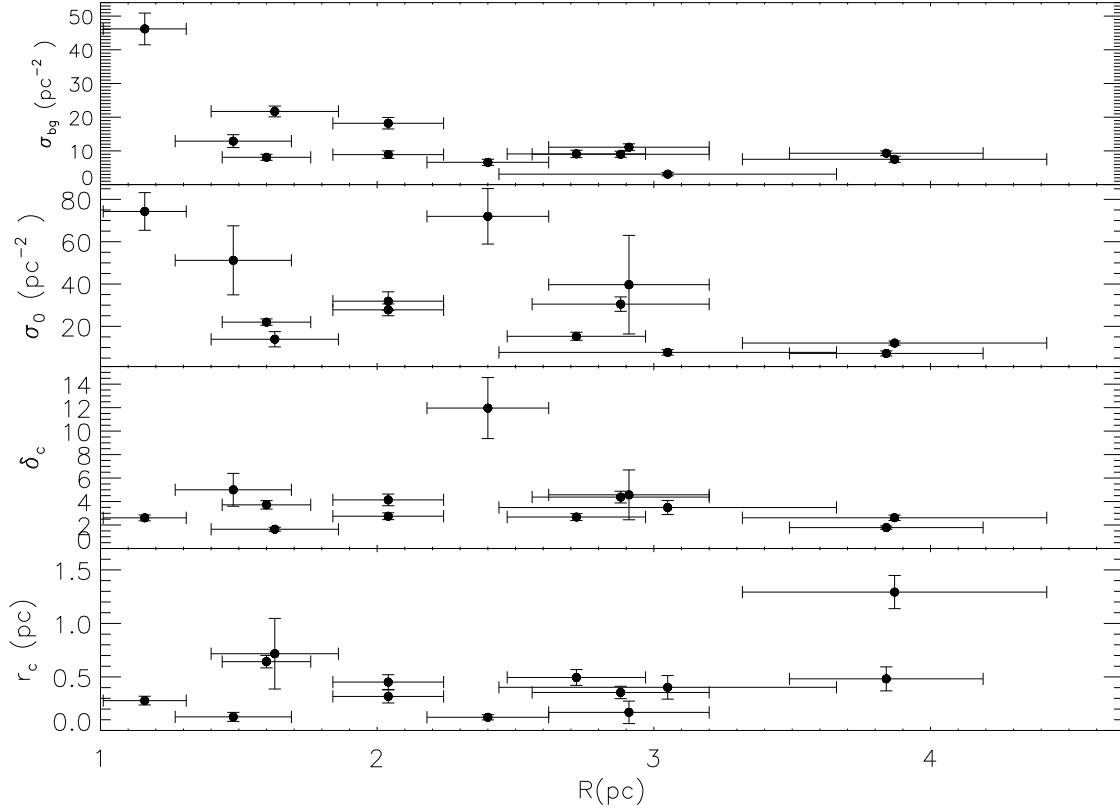


Figura 5.7: Gráfico de comparação entre parâmetros estruturais, σ_{bg} , σ_0 , δ_c e r_c e o Raio dos aglomerados.

Isso se confirma para os objetos NGC 6178, Trumpler 28, Hogg 22, Trumpler 18, NGC 6604, NGC 2367 e NGC 2659, que apresentam múltiplas estruturas ao redor do centro do aglomerado e $\sigma_0 \lesssim 35pc^{-2}$. Por outro lado, maior parte os aglomerados que apresentaram uma concentração única no centro do aglomerado tem $\sigma_0 \gtrsim 50pc^{-2}$. Apenas NGC 5606 e NGC 2362, que apesar de serem ACC, apresentaram $\sigma_0 = 30,5 \pm 3,4pc^{-2}$ e $27,8 \pm 2,8pc^{-2}$ provavelmente devido à distribuição não circular no centro destes objetos. Estes valores são superiores aos encontrados para os demais objetos AH. Por essa relação conclui-se que altos valores de σ_0 são indicativos de uma provável formação não hierárquica.

A única excessão para esse tipo de correlação é NGC 3572 com $\sigma_0 = 39,5 \pm 23,3pc^{-2}$, que embora seja um AH, apresenta densidade do núcleo similar a de aglomerados ACC. Isso pode ser devido ao fato de uma de suas estruturas encontrar-se exatamente no centro

do aglomerado, o que contribui para o aumento de σ_0 .

No caso do parâmetro de contraste todos os aglomerados apresentam $\delta_c \gtrsim 5.5$, exceto NGC 6613 com $\delta_c \approx 12$ pc, porém este fato não está relacionado com o seu tamanho, uma vez que esse objeto apresenta raio mediano com relação aos demais ($R = 2,40 \pm 0,22$ pc).

Por fim, com exceção de NGC 2659, que tem $r_c = 1,29 \pm 0,16$ pc, todos os aglomerados apresentaram r_c inferiores a 1,0 pc distribuídos em toda faixa de raios estudada $1 \lesssim R \lesssim 4$ pc, não apresentando uma tendência particular.

A comparação entre os parâmetros fundamentais foi baseada na Figura 5.8 que revelam as relações entre massa, distância e excesso de cor com a idade. Neste caso Stock 13 foi incluído nas análises pois não apresentou problemas na determinação dos seus parâmetros fundamentais.

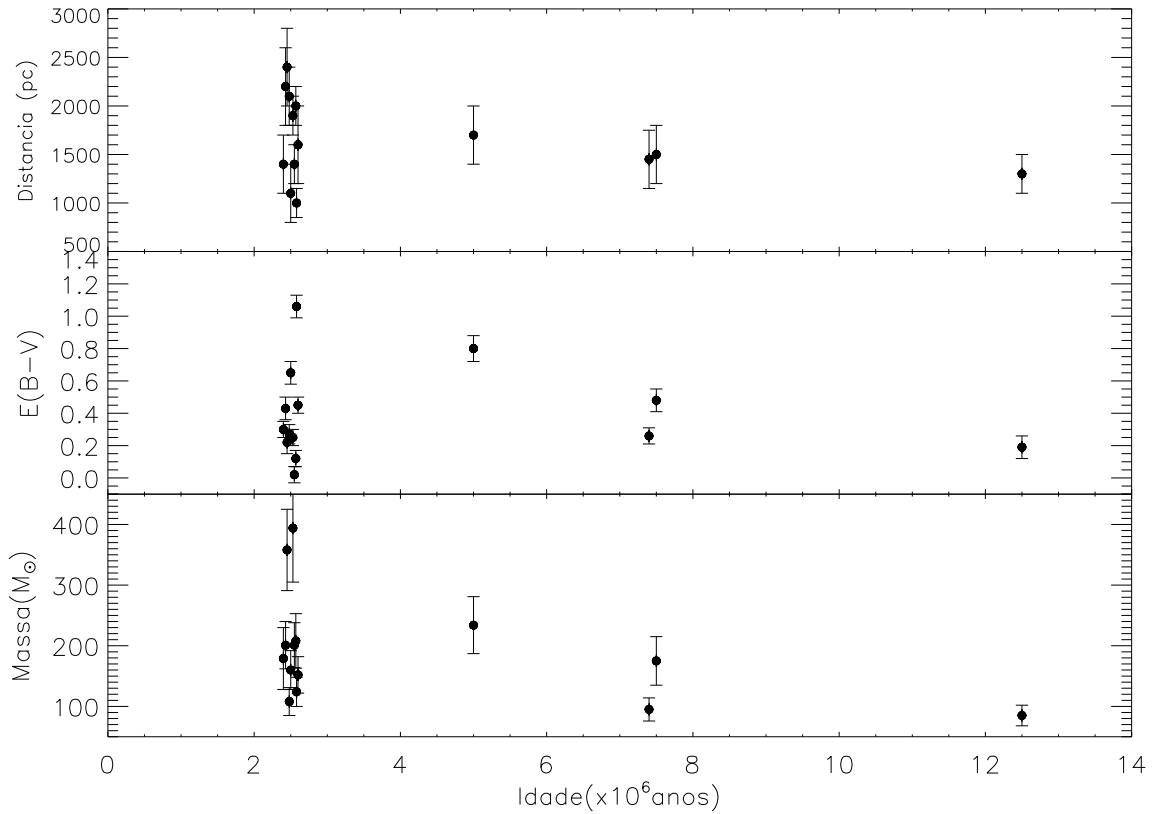


Figura 5.8: Gráfico de comparação entre a idade e os parâmetros fundamentais, distância, $E(B-V)$ e a massa dos aglomerados.

As distribuições de $E(B-V)$ e Massa parecem indicar dois grupos distintos: um de menor idade com um certo espalhamento desses dois parâmetros e outro com uma tendência a diminuir com o aumento da idade.

Com relação à distância, ocorre uma coincidência de objetos localizados à cerca de 1500 pc apresentando todas as faixas de idade, ou então objetos de $\sim 2,5 \times 10^6$ anos localizados em todas as distâncias. Não se pode afirmar que ocorra uma correlação neste caso.

Para o $E(B-V)$ apenas os aglomerados Lynga 14, NGC 6604, NGC 6613, Markarian 38 e Stock 13 apresentam a tendência esperada, ou seja, os aglomerados mais jovens estão mais embebidos e portanto apresentam maiores $E(B-V)$. O restante apresenta extinção variando de 0,02 a 0,8 mag e idades baixas.

Embora as massas estimadas sejam apenas das estrelas PMS, um grupo de aglomerados com idade de $2,5 \times 10^6$ anos apresenta massas inferiores a $250 M_{\odot}$ e o restante segue a tendência esperada de que aglomerados mais velhos possuem menor massa.

Conclusões e Perspectivas

Com o intuito de realizar um estudo comparativo entre aglomerados de estrelas jovens com diferentes idades, abrangendo todas as fases da PSP (até 20×10^6 anos), dados 2MASS foram utilizados para determinar parâmetros estruturais e fundamentais em uma amostra selecionada, verificar a presença de objetos embebidos associados ao aglomerados e levantar diferenças e similaridades entre eles. Para isso foi feita uma busca em dois catálogos de aglomerados estelares abertos, DAML e WEBDA, por candidatos que atendessem os critérios de seleção adotados. A amostra selecionada inicialmente era composta por 35 aglomerados dos quais 14 foram estudados em detalhe.

A fim de complementar e confrontar as informações obtidas por meio dos dados 2MASS com as análises nas bandas ópticas (B,V,R e I), verificou-se que estas magnitudes fornecidas por catálogos como NOMAD e USNO não se ajustavam às isócronas teóricas nos diagramas cor-cor e cor-magnitude, pois apresentavam dados obtidos de diversas formas. Com o intuito de sanar esta deficiência foram utilizados dados observados no Observatório Pico dos Dias - LNA - em abril e agosto de 2006. Todo o processo de redução de dados e obtenção das magnitudes instrumentais se mostraram eficientes, uma vez que os resultados obtidos foram muito mais coesos que os dos catálogos. No entanto a falta de estrelas padrões nos campos estudados dificultou a calibração das magnitudes obtidas. Por essa razão, foi elaborado um método de calibração utilizando dados de catálogos ao invés das estrelas padrões, mas ao realizar a caracterização nas bandas B,R e I de um dos objetos da amostra encontrou-se resultados muito discrepantes dos obtidos no infravermelho, indicando possíveis problemas de calibração. Por essa razão a caracterização dos demais aglomerados observados não foi feita no óptico.

A caracterização dos aglomerados foi realizada por meio de mapas de densidade superficial, perfís radiais de densidade e diagramas cor-cor e cor-magnitude. Para a determinação dos parâmetros estruturais foram aplicados filtros cor-magnitude que se mostraram bastante eficientes tanto para a identificação da morfologia dos aglomerados estudados quanto para uma melhoria no ajuste do perfil de King feito nos perfís radiais de densidade.

Os mapas de densidade superficial com resolução de $2,5''$ revelaram que apenas o aglomerado Trumpler 18 não apresentava uma estrutura na região interna ao limite do aglomerado e Hogg 22, Trumpler 28, NGC 2362, NGC 5606, NGC 2367 e NGC 2659 apresentavam campo mais uniformes que os demais, que estavam localizados em regiões mais povoadas da Galáxia. Os mapas em maior resolução $1''$ mostraram que NGC 6613, Markarian 38, NGC 2362, NGC 5606 e Lynga 14 possuem tipo morfológico centralmente condensado, e os demais foram denominados aglomerados com tipo morfológico hierárquico, pois possuem múltiplas concentrações de estrelas em torno do centro. As coordenadas do centro de cada aglomerado foram compatíveis com os fornecidos pela literatura. Para as quais as maiores diferenças, em módulo, na ascensão reta foram da ordem de $3^s=45''$ para NGC 3572 e de $1'$ na declinação para NGC 6613, Markarian 38, Trumpler 28 e NGC 2367.

Os parâmetros estruturais, como densidades do campo e central, σ_{bg} e σ_0 , o raio do núcleo r_c e o parâmetro de contraste (δ_c) são inéditos, não sendo possível uma comparação com outros resultados da literatura. No entanto, é possível tomar como exemplo o aglomerado Pismis 5 estudado por Bonatto & Bica (2009), que encontraram características semelhantes aos de NGC 6613 revelando semelhança na estrutura desses aglomerados. Dentre os objetos estudados apenas NGC 6613, Markarian 38, Hogg 22, Trumpler 18, NGC 6604 e NGC 2659 apresentam raios ligeiramente acima daqueles fornecidos na literatura, os demais estão em concordância, dentro das barras de erro adotadas. Nenhum caso apresentou discrepância maior que 50% do valor encontrado na literatura, exceto para Markarian 38, cujo raio calculado foi de $R = 3,5 \pm 0,5$, que está acerca de 1,75 vezes acima do valor adotado por DAML ($R = 2$).

Para a determinação dos parâmetros fundamentais foi aplicado o método de descontaminação de campo, semelhante ao utilizado por Bonatto & Bica (2005) a fim de permitir uma estatística melhor do que a proporcionada apenas pelas estrelas com mais de 50 % de

chances de pertencer aos aglomerados estudados, no entanto o método utilizado se mostrou ineficiente para NGC 6613, NGC 6178, Trumpler 28, NGC 6604 e NGC 3572. Por essa razão as estrelas denominadas membros do aglomerado pelo método de descontaminação de campo não foram muito relevantes para a estimativa das suas idades.

Nenhuma correlação entre f_K e as idades dos objetos estudados foi encontrada, já que aglomerados de idade semelhante (em torno de $2,5 \times 10^6$ anos) apresentam f_K distintos. As distâncias e as extinções obtidas através dos DCM apresentaram boa concordância com os resultados da literatura, considerando-se as incertezas. Porém as distâncias calculadas tenderam a ter valores acima dos dados no catálogo DAML. As maiores discrepâncias ocorreram para Trumpler 18, para o qual foi calculada uma distância de 2400 ± 400 pc e para NGC2367 $d = 2100 \pm 300$ pc, cujos dados encontrados na literatura foram 1343 pc e 1400 pc respectivamente. No caso da extinção, a principal diferença entre os dados da catálogo DAML e os calculados no presente trabalho foi em NGC2367 com $E(B-V) = 0.25 \pm 0.06$, um fator 5.5 maior que na literatura ($E(B-V)=0.05$). Exceto esse caso, os demais valores calculados se mostraram abaixo daqueles fornecidos pela literatura para a maioria dos objetos, em particular para NGC2362 ($E(B-V)=0.1$ mag) para o qual foi calculado $E(B-V) = 0.02 \pm 0.05$. Considerando-se que flutuações de até 0.5 mag são esperadas para o excesso de cor, em função das características do meio interestelar, as discrepâncias encontradas para os baixos valores de $E(B-V)$ foram irrelevantes. Entretanto, o caso de NGC2367 merece uma discussão mais cuidadosa, pois apresentou resultados muito diferentes, tanto para a distância como para $E(B-V)$.

Para as estimativas das idades e análises das distribuições de massa foram baseadas na tendência de distribuição das estrelas P-70, e em alguns casos as P-50 também foram consideradas.

Verificou-se para de NGC 6613, NGC 6178, Trumpler 18, Stock 13 e NGC 2659 que as estrelas P-? não apresentam distribuições de idades semelhantes as P-70 e P-50. Isso pode ser atribuído à presença de muitas estrelas de campo na amostra, o que exigiria uma melhoria no algoritmo de descontaminação de campo pelo menos para estes aglomerados. A maioria dos aglomerados apresentam idades em torno de $2,5 \times 10^6$ anos, somente os aglomerados NGC 6604 (5×10^6 anos) NGC 6613 e Markarian 38 ($7,5 \times 10^6$ anos) e Stock 13 ($12,5 \times 10^6$ anos) apresentam idades distintas. Os aglomerados NGC 6178, Trumpler 28 e

NGC 2362 possuíam uma faixa preferencial de idades bem definida uma vez que quase todas as suas estrelas se encontram na faixa entre 0,2 e 5×10^6 anos. Nos demais casos poderia haver mais de uma faixa de idade preferencial. Markarian 38, Hogg 22 (considerando as estrelas P-50), NGC 5606 e Lynga 14 apresentam uma distribuição semelhante, com dois períodos de formação estelar, um entre 0,2 e 5×10^6 anos e outro entre 10 e 15×10^6 anos. Um espalhamento nas idades (cerca de 15×10^6 anos) foram observados nos aglomerados NGC 6613, Markarian 38, Trumpler 18, NGC 6604, NGC 5606, NGC 2367, Lynga 14 (considerando as estrelas P-50), NGC 2659 e NGC 3572. Neste grupo notou-se que a maior parte das estrelas estavam na faixa de 0,2 e 5×10^6 anos, e uma quantidade menor, mas decrescente, de estrelas nas demais faixas de idade. NGC 6613, em que a distribuição era praticamente constante nesta faixa de idades. E Markarian 38, NGC 5606 e Lynga 14, possuíam menos membros com idades entre 5 e 10×10^6 anos. Devido a ausência de estrelas P-70 e uniformidade da distribuição das P-50 em uma faixa de idades entre 0,2 e 25×10^6 anos, qualquer idade neste intervalo poderia ser atribuída a Stock 13.

Com relação à distribuição da massa das estrelas pré-seqüência principal, os aglomerados Trumpler 18, NGC 2367, NGC 3572 e NGC 6604 apresentaram distribuições semelhantes com um número maior de estrelas com baixas massas decrescentes, de forma a ter poucas estrelas com maiores massas de acordo com o esperado em uma função de massa normal. NGC 6613, NGC 6178, Trumpler 28 e NGC 5606 apresentaram uma distribuição com dois picos quase semelhantes entre 1 e $2M_{\odot}$ e 3 e $4M_{\odot}$, com poucas estrelas entre estes intervalos e uma fração insignificante, ou nula, de estrelas com mais de $4M_{\odot}$. NGC 2362, NGC 2659 e NGC 6604, considerando as estrelas P-50, apresentaram uma distribuição diferente do esperado, com um número crescente de estrelas para maiores massas. Como esses aglomerados estão razoavelmente próximos (1400pc e 1900 pc) e possuem baixa extinção ($E(B-V) = 0,02$ e $0,25$), talvez estes aglomerados apresentam de fato um comportamento diferente do esperado. Outra possibilidade seria que estrela de baixa massa pertencentes a eles, mas que não foram analisados por Dias et al. (2002, 2006), de forma que não há informações sobre a pertinência destes membros ao aglomerado. Markarian 38, Stock 13 e Lynga 14 também apresentam comportamento anômalo. No entanto, todos os aglomerados estudados apresentam um pico maior para estrelas P-? entre 1 e $2M_{\odot}$. como isso é uma característica de estrelas de campo, pois elas tendem a ser de menor massa, e

devem ser mais velhas do que as dos aglomerados em estudo. Por outro lado, o comportamento destas estrelas segue a distribuição das estrelas P-70 e P-50, exceto para Trumpler 28, NGC 6604, NGC 2367, Lynga 14 e NGC 2659. Nestes casos isso pode ter ocorrido pois estrelas de campo selecionadas pelo processo de descontaminação de campo não deveriam ser consideradas do aglomerado.

Nas análises comparativas envolvendo os parâmetros estruturais, apenas o aglomerado Stock 13 foi excluído da amostra por apresentar um mal ajuste do perfil de King que proporcionou valores irreais de seus parâmetros estruturais.

Na comparação entre a extinção e os parâmetros estruturais não notou-se nenhuma distribuição preferencial, foi notada visto que a maioria dos objetos estudados possui $E(B-V)$ entre 0,2 e 0,3 mag. Com relação a σ_0 e σ_{bg} o único destaque se deu a Lynga 14 com alto σ_{bg} ($46,2 \pm 4,7$ p₋₂) e $E(B-V) = 1,06 \pm 0,07$ mag, que apresentou resultados de acordo com o esperado, uma vez que é mais difícil separar estrelas do aglomerado e do campo em regiões que sofrem alta extinção interestelar. Com relação a δ_c verificou-se que apenas NGC 6613 pode ser considerado um aglomerado compacto, de acordo com Bonatto & Bica (2009), pois possui $7 \leq \delta_c \leq 23$. Os aglomerados NGC 2659, Hogg 22, Trumpler 28, NGC 6604 e Lynga 14 possuem raios do núcleo que decrescem com a extinção, o que sugere objetos mais embebidos, com $E(B-V)$ maior, apresentam uma maior concentração de estrelas no centro do aglomerado, ou seja, r_c menor. Neste caso a sequência sugerida é de que Lynga 14 é o mais embebido, enquanto NGC 2659 é o mais disperso.

Embora a maioria dos objetos estudados sejam mais jovens, idades estimadas em torno de $2,5 \times 10^6$ anos, através da comparação de σ_{bg} a não dependência das características do campo com a idade dos aglomerados foi confirmada, uma vez que não foi observada nenhuma relação entre estes dois parâmetros. Apenas os aglomerados NGC 6613, Markarian 38 e Lynga 14 apresentaram uma tendência de diminuição do raio do centro do aglomerado com o aumento da idade. O que é esperado, uma vez que aglomerados mais velhos tiveram mais tempo para que suas estrelas se dispersassem. Devido à falta de correlação entre σ_{bg} e alta concentração de aglomerados com idades $2,5 \times 10^6$ anos com $\sigma_0 \lesssim 45$, resultaram em uma correlação contrária ao esperado entre δ_c e a idade dos aglomerados. Uma vez que δ_c é uma medida utilizada para identificar aglomerados mais compactos e espera-se que os aglomerados mais jovens sejam mais compactos que os aglomerados mais velhos. Embora

nenhuma relação entre os raios do núcleo e do aglomerado foi encontrada em boa parte da amostra de aglomerados mais jovens, alguns aglomerados como é o caso de NGC 6613, Markarian 38, NGC 6604 e Lynga 14 apresentam R e δ_c que diminuem com a idade. No entanto, partindo da premissa de que aglomerados com razão raio do seu núcleo pelo raio total (r_c/R) pequenos são mais evoluídos que objetos com (r_c/R) maiores, verificou-se que NGC 6613, Markarian 38 e NGC 3572 são objetos mais evoluídos que NGC 6178, Trumpler 18, NGC 6604, NGC 5606 e NGC 2367. E Hogg 22, Trumpler 28, NGC 2659, Lynga 14 e NGC 2362 são os objetos mais jovens da amostra. Esse resultado indica um possível erro na estimativa das idades dos aglomerados NGC 6178, Trumpler 18, NGC 5606, NGC 2367 e NGC 3572.

A incerteza do número de membros considerados pertencentes aos aglomerados e a não estimativa das massas das estrelas de SP, tornaram a análise comparativa dos parâmetros fundamentais inconclusiva, onde a única tendência notada foi a do aumento da massa com o aumento do raio dos aglomerados. Exceto para NGC 2367 com $R = 3,05$ pc e $108 M_\odot$.

A comparação entre os parâmetros estruturais e o tamanho dos aglomerados revelou que apenas os aglomerados Trumpler 28 e Markarian 38 não seguem uma leve tendência que os demais objetos apresentaram de ter menores densidades de campo para maiores raios. Não se notou nenhuma distribuição preferencial para σ_0 , no entanto, o baixo σ_0 encontrado em aglomerados maiores (Trumpler 18 e NGC 2659) que apresentam múltiplas concentrações espalhadas em torno do centro, e os altos valores de σ_0 encontrados nos aglomerados centralmente concentrados levou à conclusão de que altos valores de σ_0 são indicativos de uma provável formação não hierárquica. A única exceção para esse tipo de correlação é NGC 3572 que é um AH e apresenta alto σ_0 , que se deve ao fato de uma de suas estruturas encontrar-se exatamente no centro do aglomerado, o que contribui para o aumento de σ_0 . Por fim r_c , e δ_c não apresentaram nenhuma relação com o tamanho do aglomerado.

Para a análise da idade com relação aos parâmetros fundamentais o aglomerado Stock 13 foi adicionado a amostra, pois, não apresentou grandes problemas na determinação da distância, da massa e $E(B-V)$. A comparação entre as idades e a extinção revelou que apenas os Lynga 14, NGC 6604, NGC 6613, Markarian 38 e Stock 13 mostram $E(B-V)$

descrecente com a idade, ou seja, aglomerados mais jovens, que ainda estão embebidos, possuem maior extinção que os objetos mais velhos. Foram encontrados objetos com idade média de $2,5 \times 10^6$ anos em distâncias variando de 1000 a 2400 pc, e para as demais idades, os aglomerados mais velhos que os mais distantes. Nestas análises assim como nas comparações entre a idade e os parâmetros estruturais alguns aglomerados não seguem as tendências esperadas, confirmando a possível estimativa errada de alguns aglomerados.

Os parâmetros fundamentais apresentaram melhores resultados do que os parâmetros estruturais. Isso pode ter ocorrido pois boa parte da amostra apresenta múltiplos picos de densidade em torno centro que dificultam e as vezes até impossibilitam, como no caso de Stock 13, a determinação destes parâmetros por meio de um ajuste de perfil de King. Talvez seja necessário uma outra forma de estimar os parâmetros estruturais de objetos com estas características.

A comparação entre os aglomerados estudados mostraram que os aglomerados Lynga 14, NGC 6604, NCG 6613 e Markarian 38, e Stock 13, com idades variando entre $2,5$ a $12,5 \times 10^6$ anos, estão em estágios diferentes de sua evolução. Confirmando a existência destes estágios durante a pré-seqüência principal. A título de exemplo tem-se dois aglomerados com morfologia semelhantes e estágios evolutivos diferentes: Lynga 14, com $2,5 \times 10^6$ anos, que é considerado o objeto menos evoluído da amostra, possui alta extinção, que comprova sua natureza embebida, alta razão entre os raios do núcleo. Por outro lado, N6613 com $7,5 \times 10^6$ anos possui baixa extinção e baixa razão entre os raios do núcleo, que pode comprovar seu estágio mais evoluído uma vez que as estrelas que inicialmente estão no centro já tiveram tempo para migrar para as regiões mais externas. Aglomerados de mesma idade também apresentaram diferenças com relação as suas características como é também o caso de Lynga 14 com maior raio do núcleo (r_c) e alta extinção e NGC 2659 com menor r_c e menor $E(B-V)$, o que mostra que apesar da semelhança na idade NGC 2659 é menos embebido que Lynga 14. E NGC 6613 é considerado um objeto mais compacto que Markarian 38 apesar de ambos possuírem a mesma idade ($7,5 \times 10^6$ anos).

Uma amostra composta apenas por 14 aglomerados é muito pequena para afirmações conclusivas com relação as tendências apresentadas nesse trabalho, no entanto, primeiramente pretende-se estudar os 21 aglomerados restantes da amostra para confirmar os resultados apresentados e futuramente aumentar esta amostra.

A caracterização feita com base nos dados 2MASS apresentaram algumas dificuldades que necessitam ser supridas, dentre elas é a melhoria no algoritmo de descontaminação de campo que se mostrou ineficiente e alguns casos. Isso possibilitará uma melhor estimativa das idades e das massas dos aglomerados estudados. A determinação das massas das estrelas de sequência principal também contribuirá para uma melhor comparação entre a massa total dos objetos estudados e os parâmetros estruturais e fundamentais dos mesmos.

O catálogo 2MASS, embora apresente excelente qualidade e uniformidade em seus dados, eles são limitados, de forma que estrelas muito brilhantes e muito fracas não possuem boa qualidade fotométrica, por essa razão, a caracterização dos aglomerados no óptico é de grande interesse não só para o confronto com os estudos feitos no infravermelho, como para melhorar a qualidade fotométrica e a quantidade de estrelas observadas. Como foi comprovado no presente trabalho que os dados ópticos presentes em catálogos são de qualidade ruim para a caracterização de aglomerados jovens, missões observacionais no OPD também são almejadas para toda a amostra, evidentemente, com a inclusão de estrelas padrões nos campos estudados para não ser necessária uma outra forma de calibração.

Uma análise das fontes XMM também são pretendidas, uma vez que a emissão de raios-X é um indicativo da juventude de estrelas, que são esperadas estar presente nos aglomerados estelares jovens.

Referências

- .
- Adams, F.C., Lada, C. J., Shu, F. H. 1987, ApJ, 312, 788-806
- Adams, F.C., Myers, P. 2001, ApJ, 533, 744-753
- Amieux, G., 2003, PAPS 105, 926
- Bastian, N., Gieles, M., Goodwin, S. P., et al. 2008, MNRAS, 389, 223
- Baumgardt, H., Kroupa, P. 2007, MNRAS, 380, 1589
- Bessell, M. S., Brett, J. M. 1988, PASP, 100, 1134B
- Bica, E.; Bonatto, C. 2005, A&A, 443, 465B
- Bonatto, C., Bica, E. 2007, MNRAS, 377, 1301B
- Bonatto, C., Bica, E. 2009, MNRAS, 397, 1915B
- Bonatto, C., Bica, E., Girardi, L. 2004, A & A, 415, 571B
- Bonatto, C., Bica, E., Ortolani, S., Barbuy, B. 2006, A & A, 453, 121B
- Bonatto, C., Santos, J. F. C., Bica, E. 2006, A & A, 445, 567B
- Bonnell, I.A., Bate, M.R., Clarke, C.J., Pringle, J.E. 2001a, MNRAS, 323, 785-794
- Bonnell, I.A., Bate, M.R., Clarke, C.J., Pringle, J.E. 2001b. MNRAS, 324, 573-79
- Bonnell, I.A., Bate, M.R., Zinnecker, H. 1998. MNRAS, 298, 93-102
- Carpenter, J.M. 2000, AstronJ, 120, 3139-61
- Carpenter, J.M., Heyer, M.H., Snell, R.L. 2000, ApJ, Supl, 130, 381-402
- Calvet, N., Magris, G. C., e Patino, A. 1992, RmxAA, 24, 27
- Clarke CJ, Bonnell IA, Hillenbrand LA. 2000. See Mannings et al. 2000, pp. 151-77
- Cutri R.M. 2003, The Two Micron All Sky Survey at IPAC (2MASS) All-Sky Catalog of

Point Sources of University of Massachusetts and Infrared Processing and Analysis Center (IPAC/California Institute of Technology) (2003) (<http://www.ipac.caltech.edu/2mass/>)

Dias W. S., Alessi B. S., Moitinho A. and Lépine J. R. D., 2002, A&A 389, 871

Dias, W. S., Assafin, M., Flório, V., Alessi, B. S., Líbero, V. 2006, A&A 446, 949

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

Egan, M. P.; Price, S. D.; Kraemer, K. E.; Mizuno, D. R.; Carey, S. J.; Wright, C. O.; Engelke, C. W.; Cohen, M.; Gugliotti, M. G. 2003, 2003yCat, 5114, 0E - MSX6C Infrared Point Source Catalog. The Midcourse Space Experiment Point Source Catalog Version 2.3 (October 2003)

Elmegreen B. G. 1991 ApJ...378..139E

Elmegreen, B. G. 1993 ApJ, 419L, 29E

Elmegreen, B. G., Clemens, C. 1985, ApJ, 294, 523?32

Elmegreen, B. G., Efremov, Y., Pudritz, R. E., Zinnecker, H. 2000, See Mannings et al. 2000, pp. 179?215

Elson, R. A. W., Fall, S. M., Freeman, K. C. 1987, ApJ, 323, 54E

ESA, 1997, yCat, 1239, 0E

Figuerêdo, E., Blum, R. D., Damineli, ^a, & Conti, P.S. 2002, AJ, 124, 2739

Fukugita, M., Ichikawa, T., Gunn, J. E., Doi, M., Shimasaku, K., Schneider, D. P. 1996, AJ, 111, 1748F

Girardi L., Bressan A., Bertelli G, e Chiosi, C. 2000 .A&AS, 141, 371

Girardi, L., Bertelli, G., Bressan, A., Chiosi, C., Groenewegen, M. A. T., Marigo, P., Salasnich, B., Weiss, A. 2002, A&A, 391, 195G

Gregorio-Hetem, J., Lépine, J., Quast, G., Torres, C.A., de la Reza, R., 1992, AJ 103, 549

Gregorio-Hetem, J., Montmerle, T., Casanova, S., Feigelson, E. , 1998, A&A 331, 193

Greene, T. P., e Meyer, M. 1995, ApJ, 250, 233

Greene, T. P., e Meyer, M. 1995, ApJ, 249, 481

Greene, T. P., Young. E. T. 1992, ApJ, 395, 516G

Goodwin, S. P., & Bastian, N. 2006, MNRAS, 373, 752

Herbst, W., Assousa, G.E. 1977 ApJ 217, 473

Helou, George; Walker, D. W. 1988, IRASP.C, 0J. Infrared Astronomical Satellite

- Catalogs, 1988. The Point Source Catalog, version 2.0, NASA RP-1190
- Hillenbrand, L. A., Hartmann, L. 1998, *ApJ*, 492, 540?53
- Hillenbrand, L. A., Carpenter, J. M. 2000, *ApJ*, 540, 236?54
- Hog, E., Fabricius, C., Makarov, V. V., Urban, S., Corbin, T., Wycoff, G., Bastian, U., Schwekendiek, P., Wicenec, A. 2000, *yCat*, 1259, 0H
- Howard, E. M., Pipher, J. L., Forrest, W. J., 1997, *ApJ*, 481, 327?42
- Jilinski, E., Ortega, V.G., de la Reza, R., 2005 *ApJ*, 619, 945
- Kharchenko, N. V., Piskunov, A. E., Röser, S., Schilbach, E., Scholz, R. D. 2005, *A&A*, 438, 1163K
- Kenyon, S.J., e Hartmann, L. 1995 *ApJS*, 101, 117
- Klessen, R. S., Burkert, A., 2000, *ApJ*, Suppl, 128, 287?319
- Klessen, R. S., Burkert, A. 2001, *ApJ*, 549, 386?401
- Klessen RS, Heitsch F, Mac Low M-M. 2000. *ApJ*. 535, 887?906
- Lasker, Barry M.; Lattanzi, Mario G.; McLean, Brian J.; Bucciarelli, Beatrice; Drimmel, Ronald; Garcia, Jorge; Greene, Gretchen; Guglielmetti, Fabrizia; Hanley, Christopher; Hawkins, George; and 16 coauthors. 2008 *AJ* 136, 735L. The Second-Generation Guide Star Catalog: Description and Properties Lauberts, A. 1982, ESO/Uppsala survey of the ESO (B) atlas (Garching: European Southern Observatory, ESO)
- King, I. 1962, *AJ*, 67, 471K
- King, I. 1966, *AJ*, 71, 64K
- Kroupa, P., Aarseth, S., Hurley, J. 2001, *MNRAS*, 321, 699?712
- Kroupa, P., Boily, C. M. 2002, *MNRAS*, 336, 1188?94
- Lada C. J., e Adams, F. 1992, *ApJ*, 393, 278
- Lada C. J., Alves, J., e Lada E. A. 1996, *AJ*, 111, 1964
- Lada, C. J., Lada, E. A. 2003, *ARA&A*, 41, 57L
- Lada C. J., Wilking, B. A. 1984. *ApJ*, 287, 610?21
- Lada E. A., e Lada C. J., 1995, *AJ*, 109, 1682
- Lada, C. .J, Young, E. T., Greene, T., 1993, *ApJ*, 408, 471?83
- Lawson W.A., Crause L.A., Mamajek E.E., Feigelson E.D., 2001, *MNRAS*, 321, 57
- Lawson W.A., Crause L.A., Mamajek E.E., Feigelson E.D., 2002, *MNRAS*, 329, 29D
- Lee, H. T., Chen, W. P., Zhang, Z.W., Hu, J.Y. 2005, *ApJ*, 624, 808L

- Lynga, G. 1987, Computer Based Catalogue of Open Cluster
- Malfait, K., Bogaert, E., Waelkens, C. 1998, A&A, 331, 211
- Megeath, S.T., Wilson, T.L. 1997, AstronJ, 114, 1106?26
- Mermilliod, J. C. 1995ASSL..203..127M
- Monet, David G.; Levine, Stephen E.; Canzian, Blaise; Ables, Harold D.; Bird, Alan R.; Dahn, Conard C.; Guetter, Harry H.; Harris, Hugh C.; Henden, Arne A.; Leggett, Sandy K.; and 19 coauthors, 2003, AJ, 125, 984M - The USNO-B Catalog
- Mouschovias TCh. 1991. ApJ. 373, 169?86
- Muench, A. A., Lada, E. A., Lada, C. J., Alves, J. F. 2002, ApJ, 573, 366?93
- Myers P. C. 1998. ApJ. Lett. 496, L109?12
- Rojas, G., Gregorio-Hetem, J., Grosso, N., Montermele, 2006, ' 'X-ray sources associated with young stellar clusters in Canis Major R1" in X-ray Universe Meeting Proceedings, p. 107
- Palla F., e Stahler S. W. 1999, ApJ, 525, 772
- Peretto, N., Hennebelle, P., André, Ph. 2005, sf2a, 729
- Pfalzner, S. 2009, A&A, 498L, 37P
- Piche, F. 1993, Publ. Astron. Soc. Pac. 105, 324?24
- Prosser, C. F., Stauffer, J.R., Hartmann, L., et al. 1994, ApJ, 421, 517
- Reipurth, B., Pettersson, B., Armond, T., Bally, J. & Vaz, L. P., 2004a, AJ, 127, 1117
- Rieke, G. H., e Lebofsky, M. J. 1985, ApJ, 288, 618
- Roberts, M. S. 1957, Publ. Astron. Soc. Pac. 69, 59?64
- Rojas, G.; Gregorio-Hetem, J.; Grosso, N.; Montmerle, T. 2006ESASP,604,107R
- Rojas, Randall R.; Hoyle, Fiona; Vogeley, Michael S.; Brinkmann, Jon. 2005ApJ,620,618H
- Sanders, W. L. 1971, A&A, 14, 226S
- Shu, F. H.; Adams, F. C.; Lizano, S. 1987 ARA&A 25, 23
- Shu, F. H.; Li, Zhi-Yun; Allen, A. 2004 ApJ 601, 930
- Siess, L.; Dufour, E.; Forestini, M. 2000 A&A 358, 593
- Soares, J. B., Bica, E., 2002, A&A 388, 172
- Soares, J. B., Bica, E. 2003, A&A 404, 217
- Spagna, A., Lattanzi, M. G., McLean, B., Bucciarelli, B., Carollo, D., Drimmel, R., Greene, G., Morbidelli, R., Pannunzio, R., Sarasso, M., Smart, R., Volpicelli, A. 2006,

MmSAI, 77, 1166S

Strom, K.M., Kepner, J., e Strom, S. E. 1995, ApJ, 438, 8130

Xmm-Newton Survey Science Centre, Consortium 2007 yCat.9039, 0X - The XMM-Newton 2nd Serendipitous Source Catalogue (2XMM) <http://xmmssc-www.star.le.ac.uk/Catalogue/>

Watson, C., Araya, E., Sewilo, M., Churchwell, E., Hofner, P., & Kurtz, S. 2003, ApJ, 587, 714

Zacharias, N.; Monet, D. G.; Levine, S. E.; Urban, S. E.; Gaume, R.; Wycoff, G. L. 2004 AAS 205, 4815Z - The Naval Observatory Merged Astrometric Dataset (NOMAD)

Apêndice

Mapas de Densidade Superficial

Os mapas de densidade estelar superficial no infravermelho de todos os aglomerados estudados estão apresentados a seguir. A escala de cores, crescente do azul para o vermelho, representa a densidade (estrelas por arcmin^2). As coordenadas ascensão reta (α) e declinação (δ) estão apresentadas em graus. À esquerda estão apresentados os mapas de densidade estelar de um campo circular com raio de 20' dividido em células com $|\Delta(\alpha \cos(\delta_{cent}))| = |\Delta\delta| = 2,5'$. À direita estão os mapas detalhados da região do aglomerado, onde são considerados um campo circular de raio de 6.5' dividido em células com $|\Delta(\alpha \cos(\delta_{cent}))| = |\Delta\delta| = 1,0'$. As curvas pretas representam a região do aglomerado, e as curvas vermelhas, dos mapas à esquerda, delimitam a região do campo de comparação. E os pontos pretos representam as estrelas com probabilidade acima de 70% de pertencerem ao aglomerado, segundo o catálogo DAML.

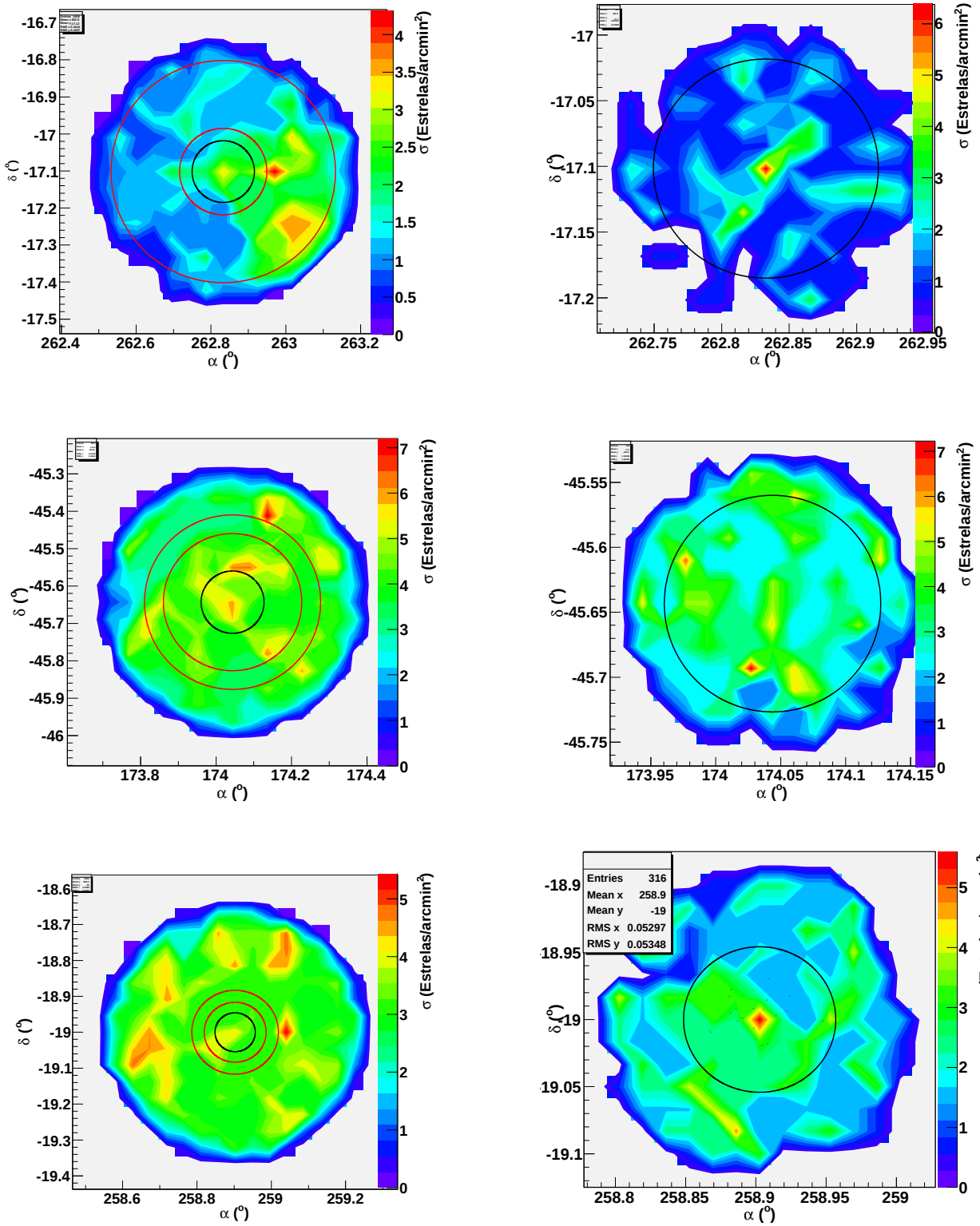


Figura A.1: Idem à Figura 4.3 para os aglomerados NGC 6613 (painel superior), NGC 6178 (painel central) e Markarian 38 (inferior).

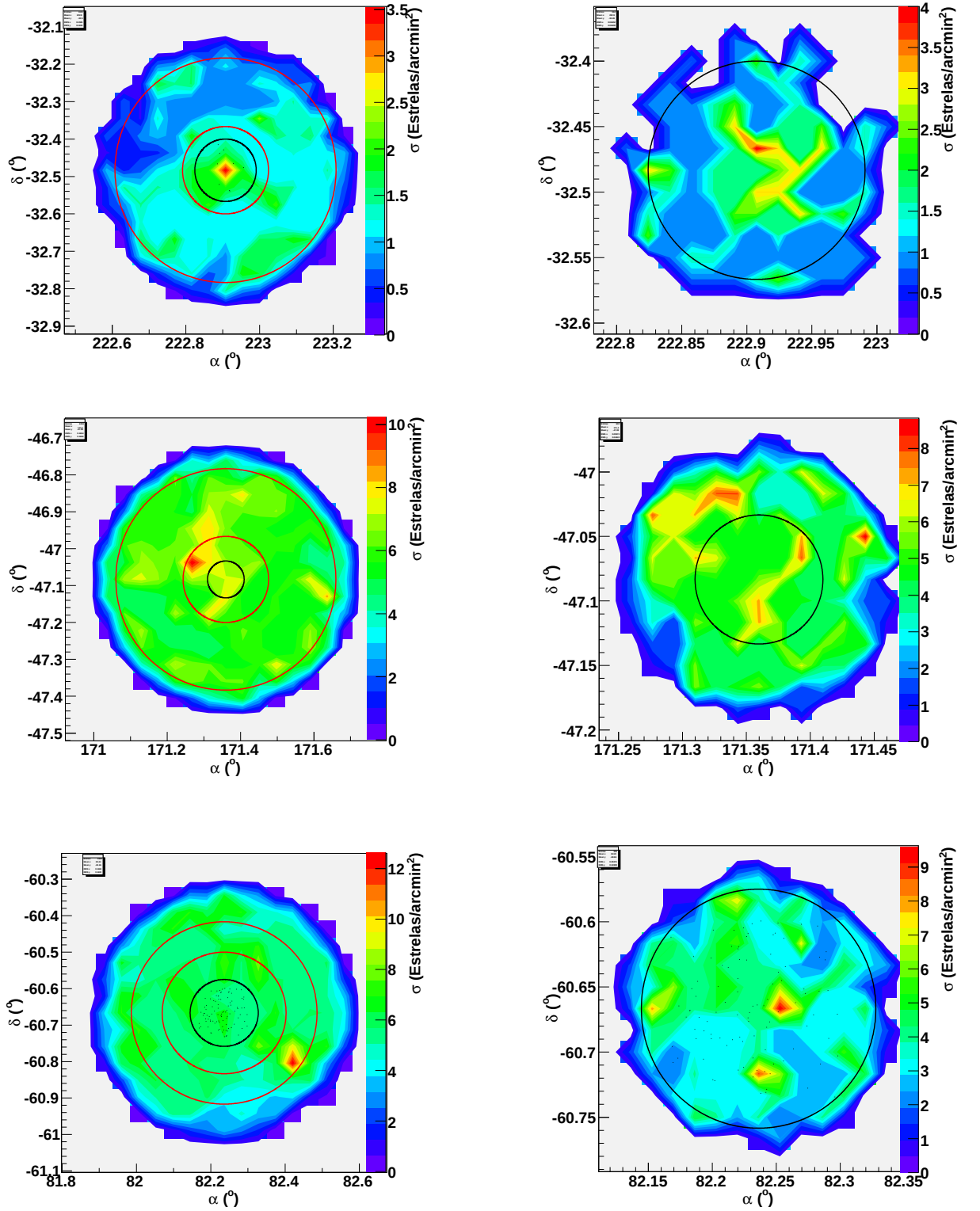


Figura A.2: Idem à Figura 4.3 para os aglomerados Trumpler 28 (painel superior), Hogg 22 (painel central) e Trumpler 18 (inferior).

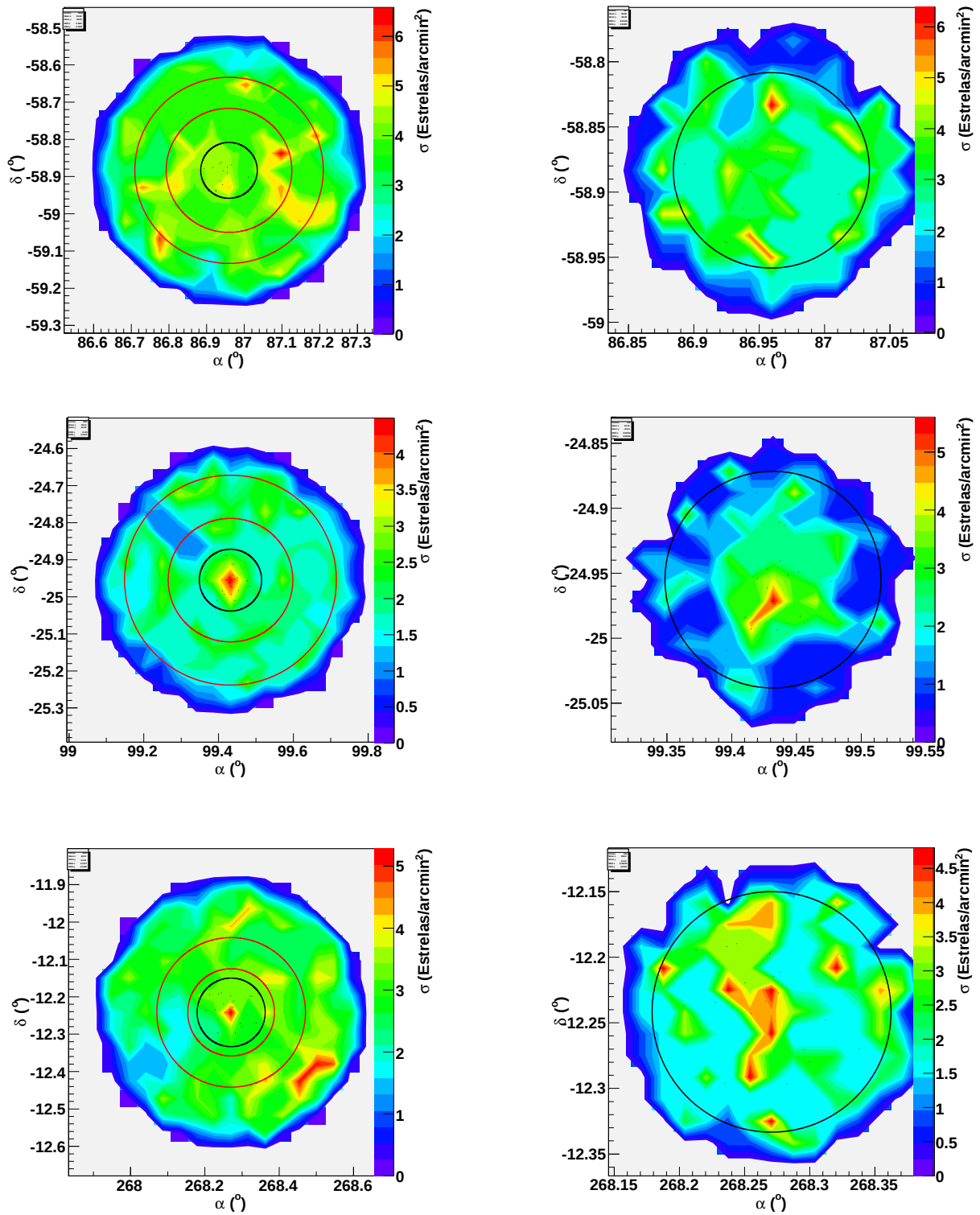


Figura A.3: Idem à Figura 4.3 para os aglomerados Stock 13 (painel superior), NGC 2362 (painel central) e NGC 6604 (inferior).

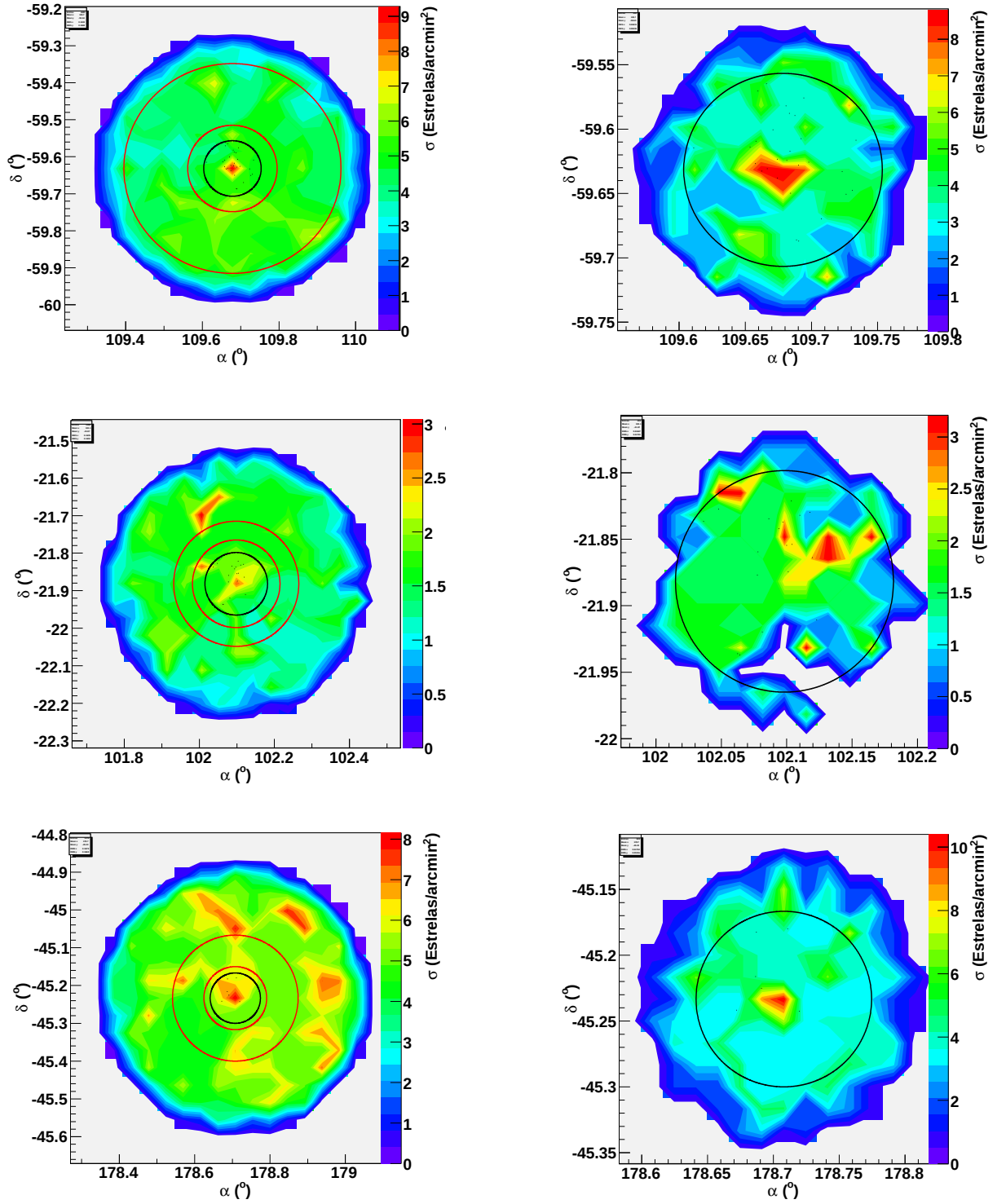


Figura A.4: Idem à Figura 4.3 para os aglomerados NGC 5606 (painel superior), NGC 2367 (painel central) e Lynga 14 (inferior).

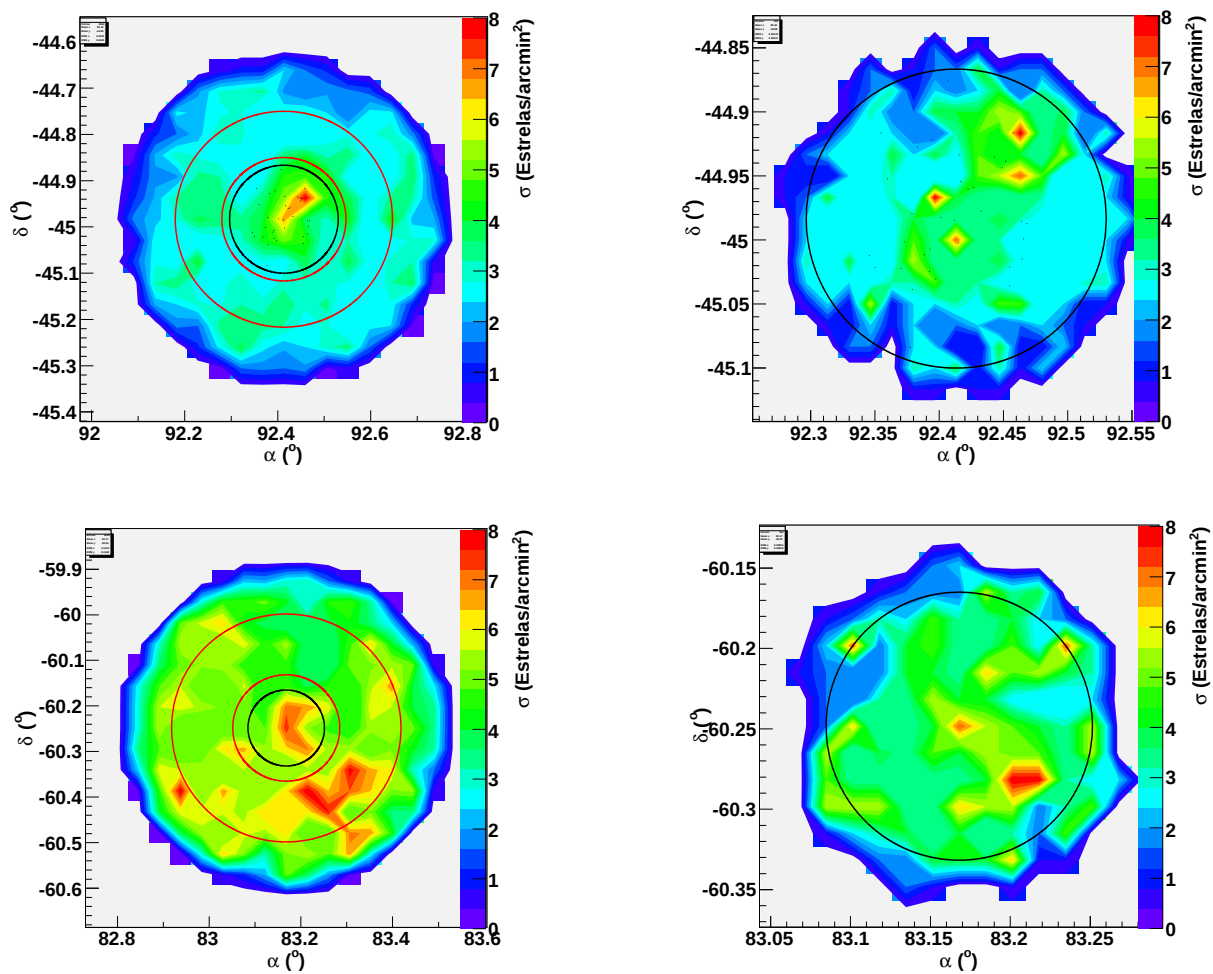
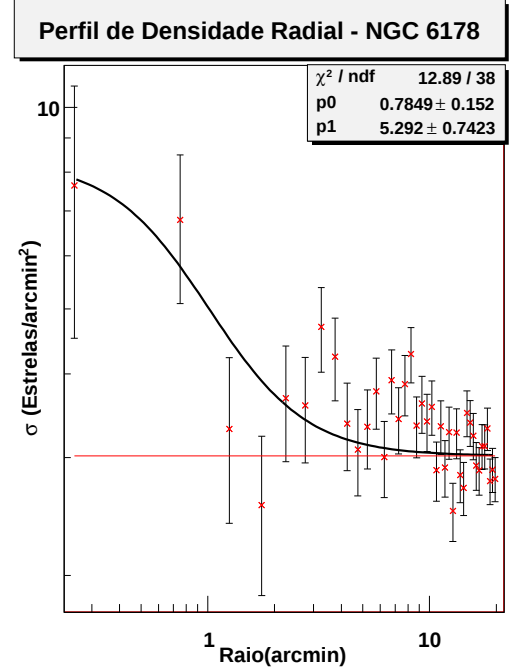
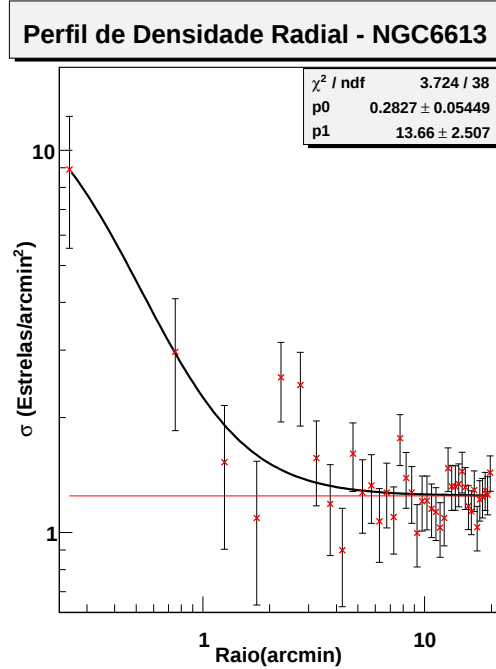


Figura A.5: Idem à Figura 4.3 para os aglomerados NGC 2659 (painel superior) e NGC 3572 (inferior).

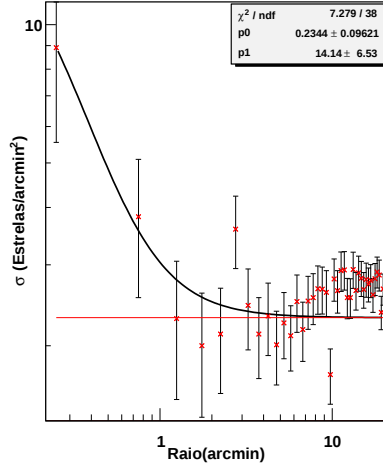
Apêndice B

Perfil Radial de Densidade

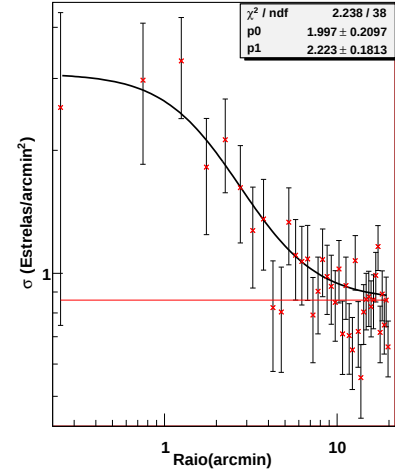
Os gráficos apresentados neste apêndice representam o perfil radial de densidade estelar construídos a partir das magnitudes no infravermelho. Os pontos vermelhos representam a densidade de estrelas (σ , número de estrelas/arcmin²) em função do Raio(arcmin). A curva preta representa o melhor ajuste dos Parâmetros de King para a RPD filtrada e a reta vermelha delimita o (σ_{bg}).



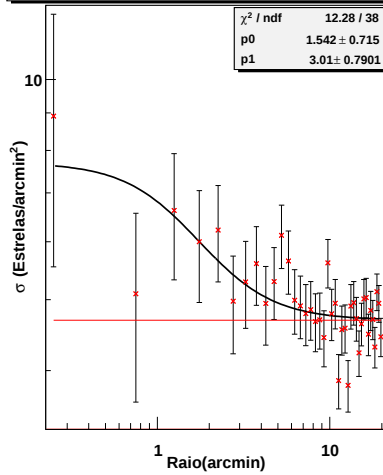
Perfil de King (0'-20') - Markarian 38



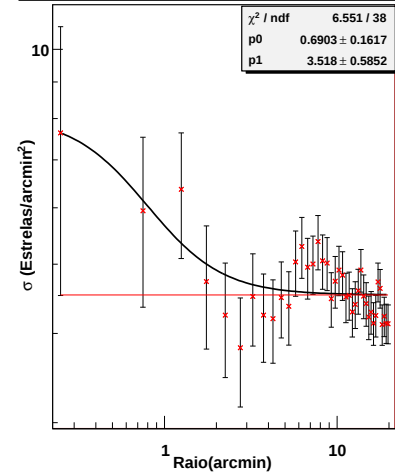
Perfil de Densidade Radial - Trumpler 28



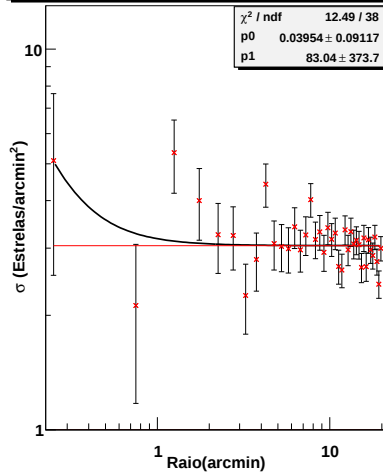
Perfil de Densidade Radial - Hogg 22



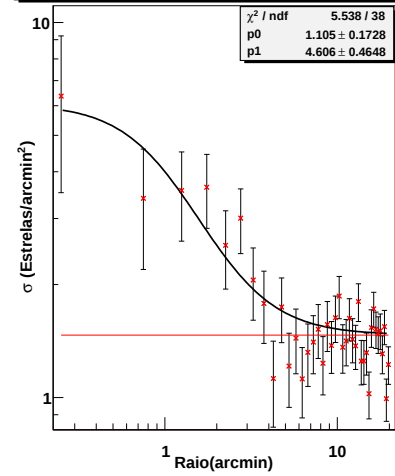
Perfil de Densidade Radial - Trumpler 18

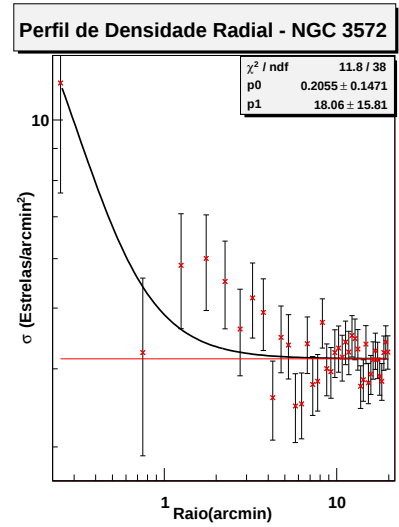
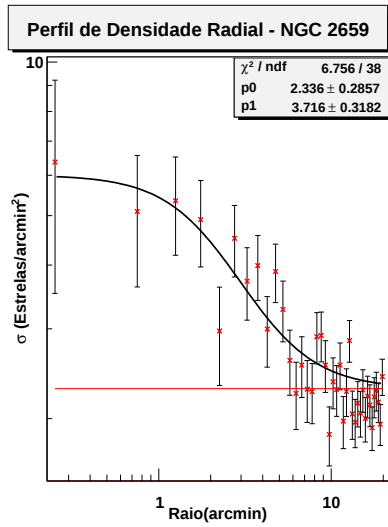
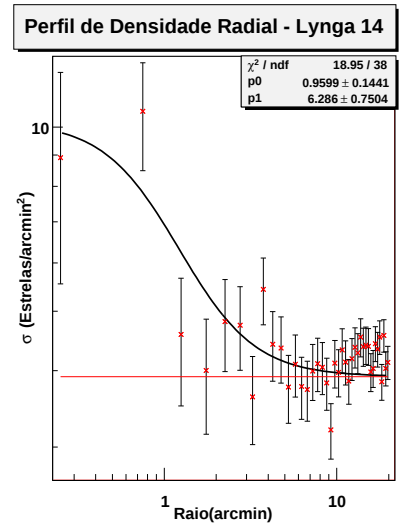
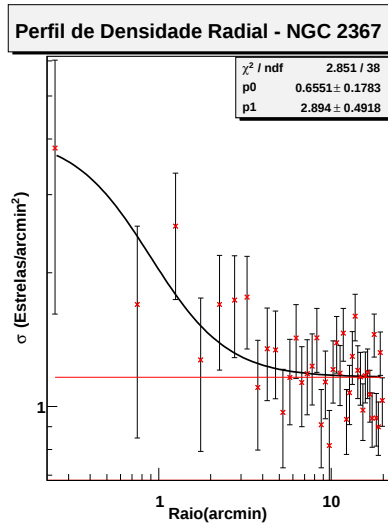
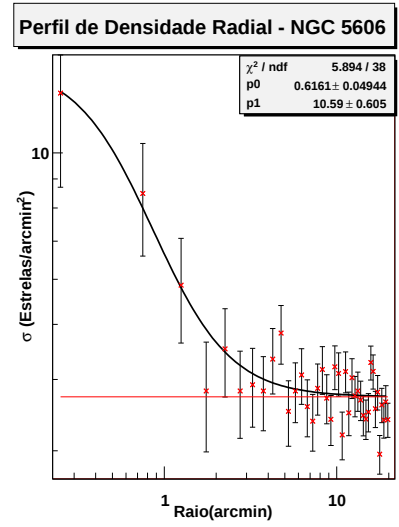
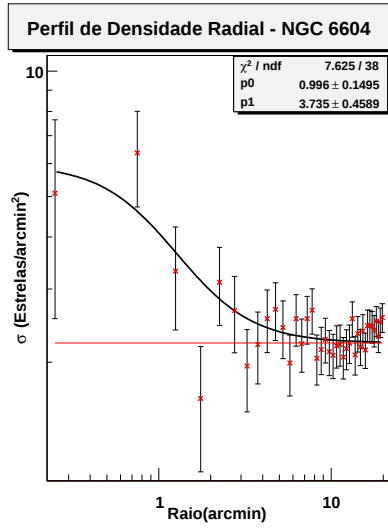


Perfil de Densidade Radial - Stock 13



Perfil de Densidade Radial - NGC 2362





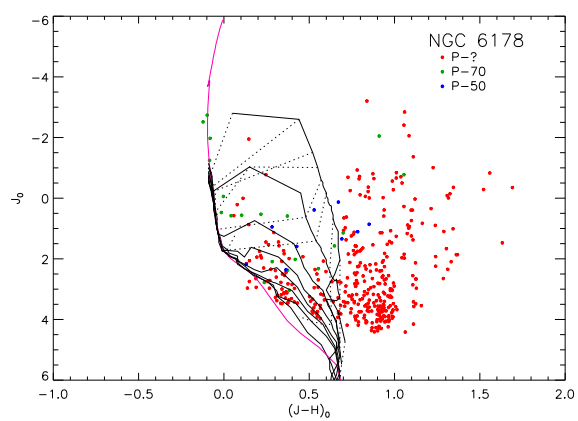
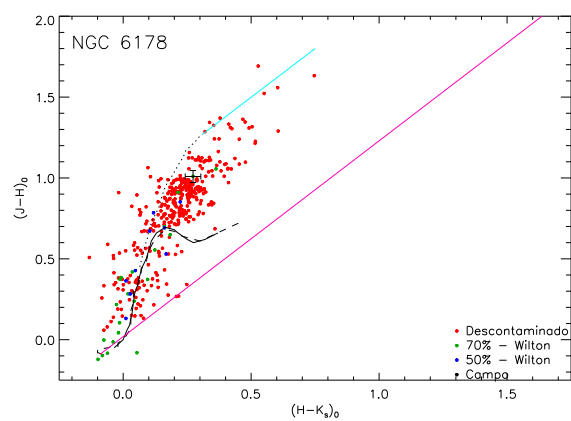
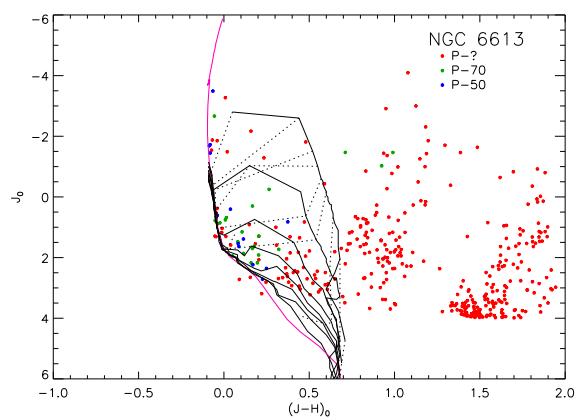
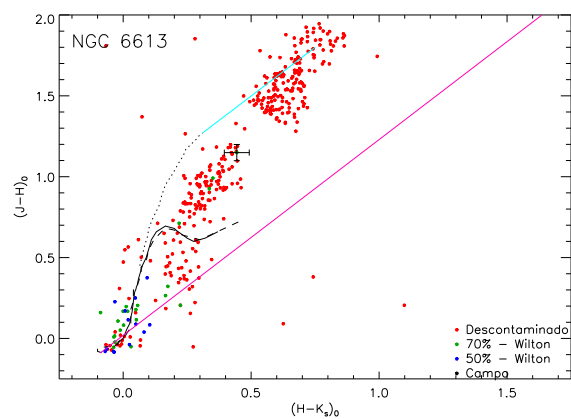
Apêndice C

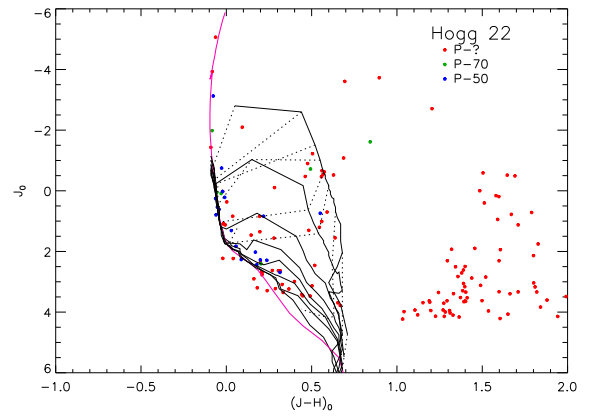
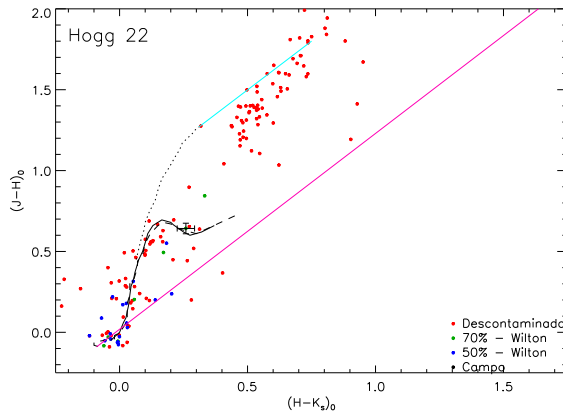
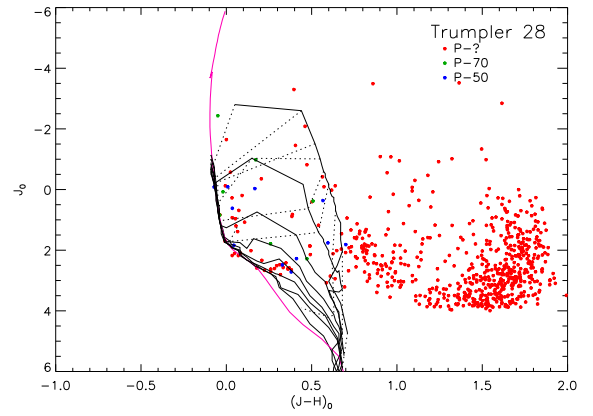
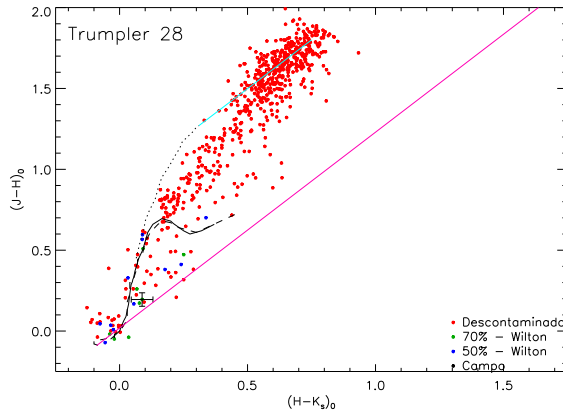
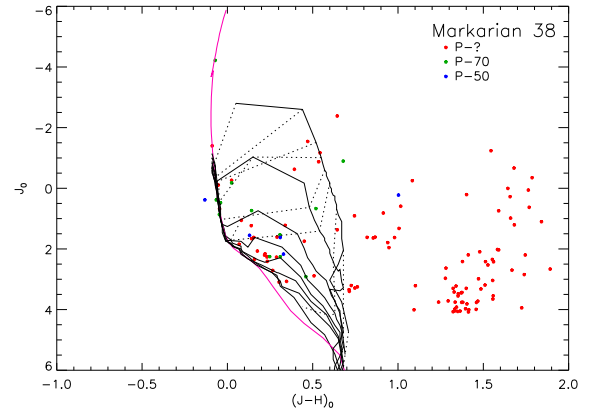
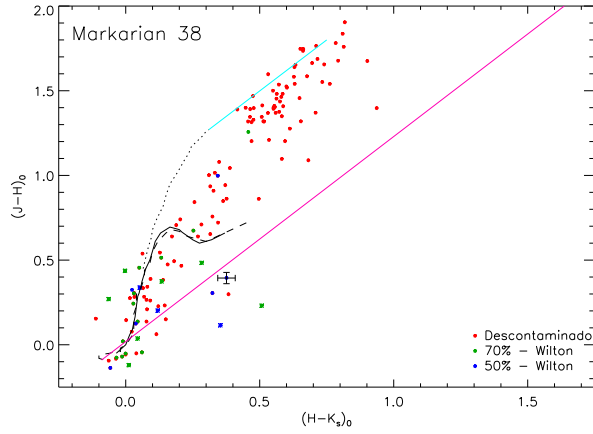
Diagramas Cor-Cor e Cor-Magnitude

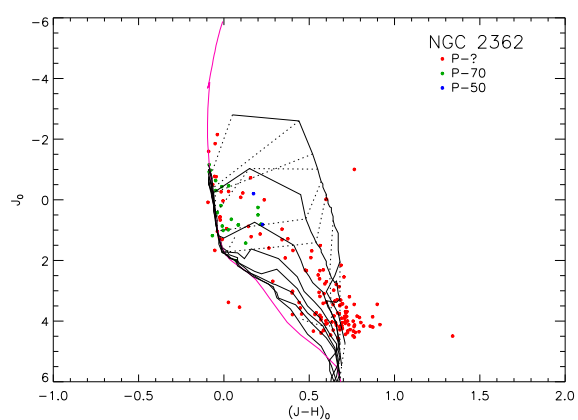
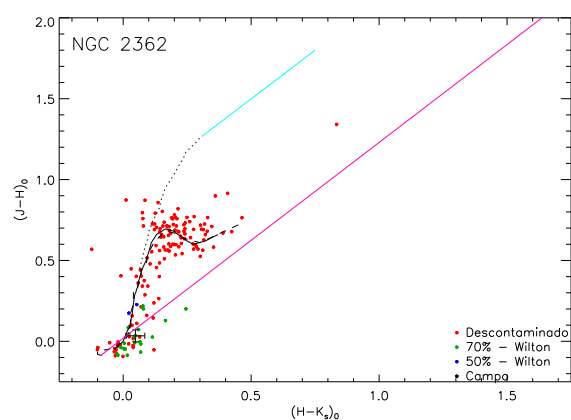
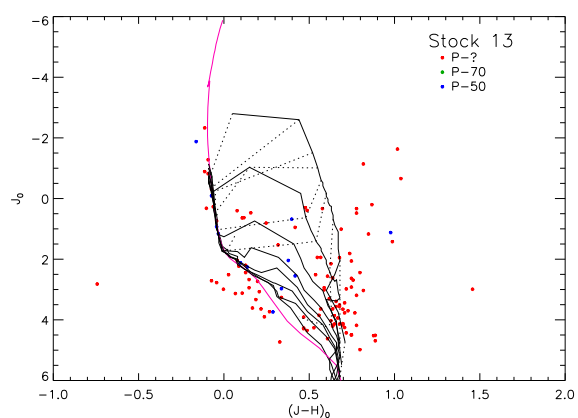
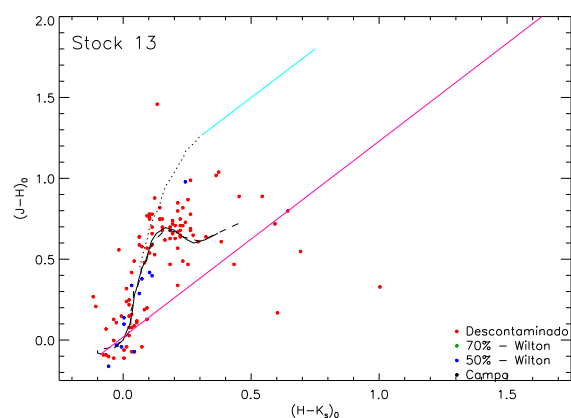
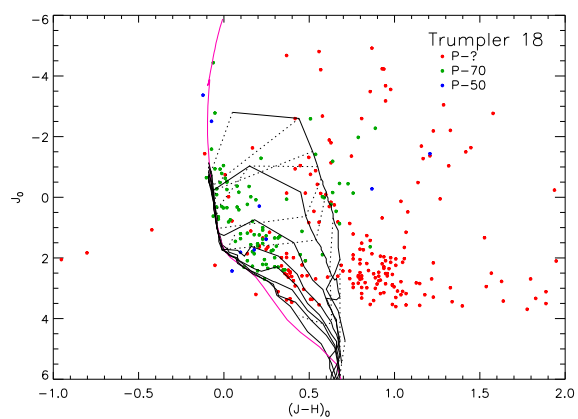
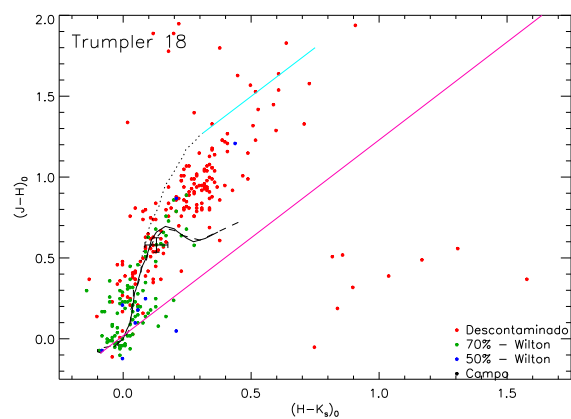
A seguir estão apresentados os diagramas feitos com base nos dados 2MASS para os 14 aglomerados estudados.

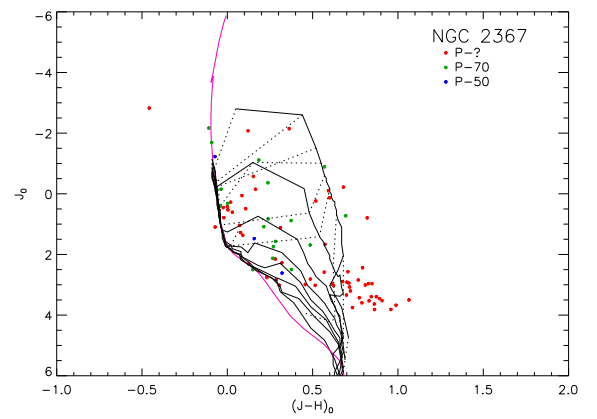
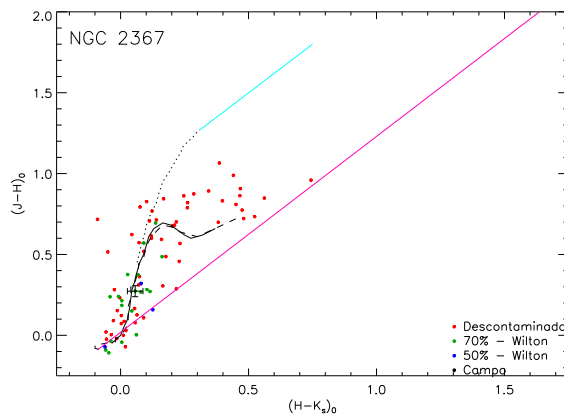
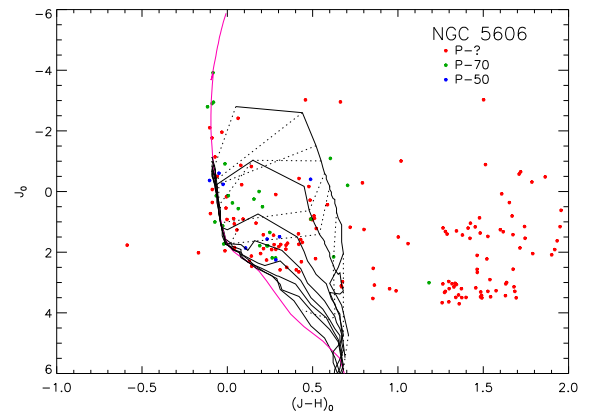
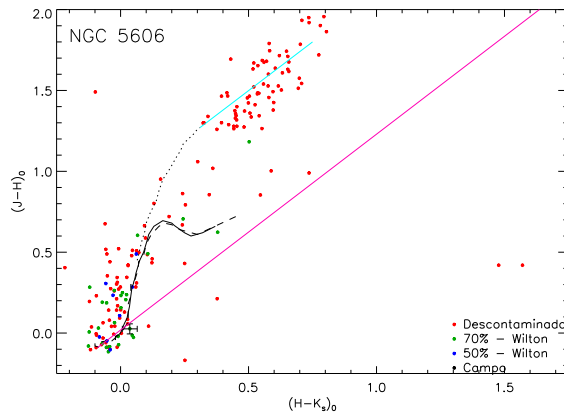
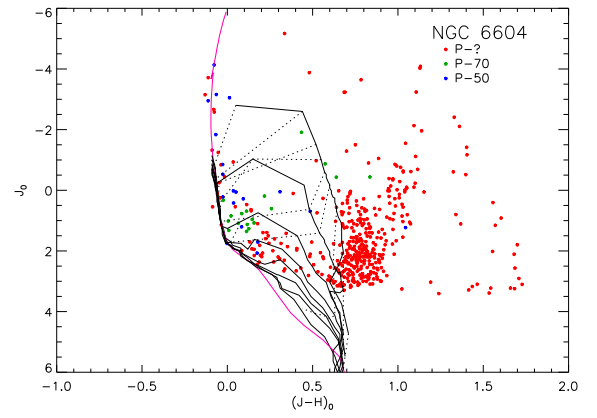
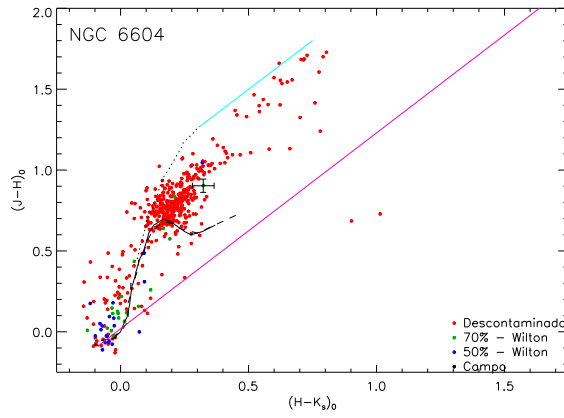
À esquerda, os diagrama cor-cor no para todos os aglomerados estudados Os pontos verdes representam as estrelas P-70, os azuis P-50 e os vermelhos a amostra de estrelas descontaminada do campo. As curvas cheia, pontilhada e tracejada são respectivamente isócronas de SP com tipo espectral variando de B8 a M7 e gigantes (Bessel e Brett 1988). E a isócrona de idade zero da SP - ZAMS - (Siess et. al, 2000). As curvas azul e rosa indicam o vetor de avermelhamento calculado com base no trabalho de Rieke e Lebofsky (1985).

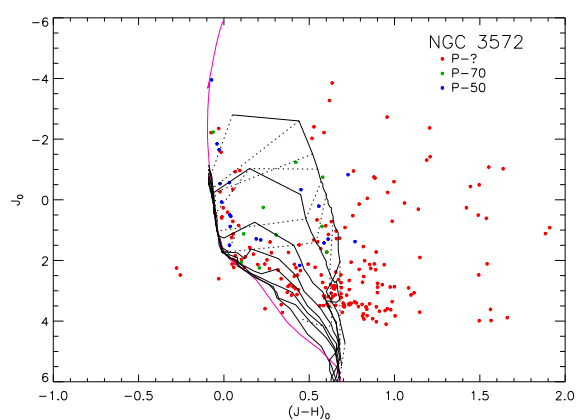
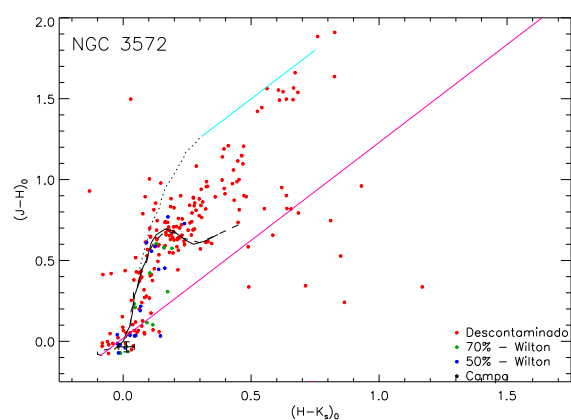
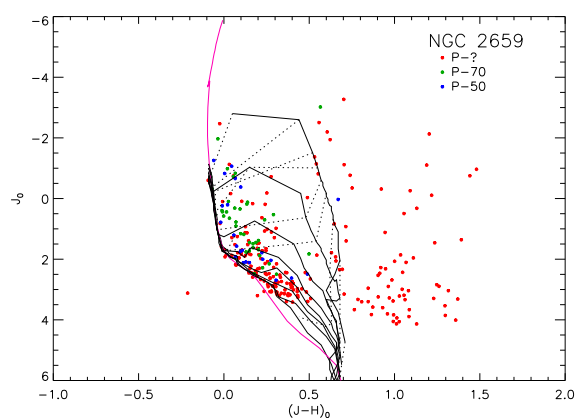
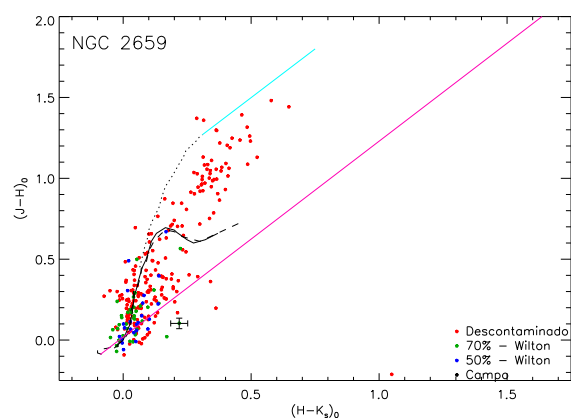
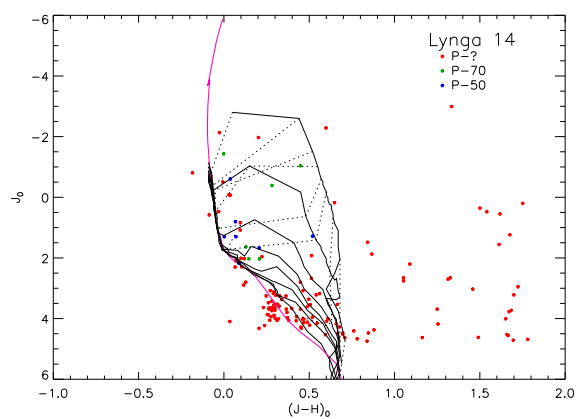
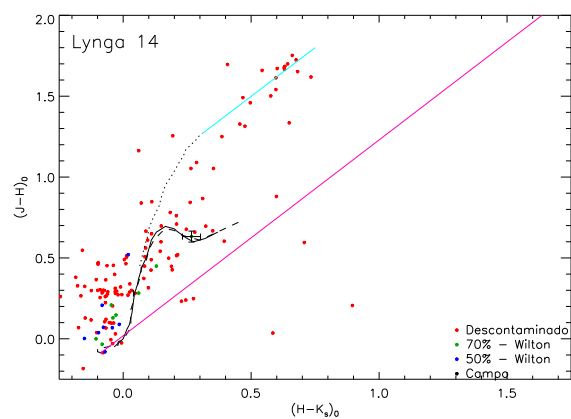
À direita estão os diagrama cor-magnitude .A curva rosa representa a SP as curvas pretas representam respectivamente as isócrona de 0,2, 1, 5, 10, 15, 20, 25 milhões de anos e ZAMS, as curvas tracejadas representam as trilhas evolutivas de 7, 6, 5, 4, 3, 2, 1, 0,5, e 0,1M_☉ (Siess et. al, 2000). Os pontos verdes representam as estrelas P-70, os azuis P-50 e os vermelhos P-?.







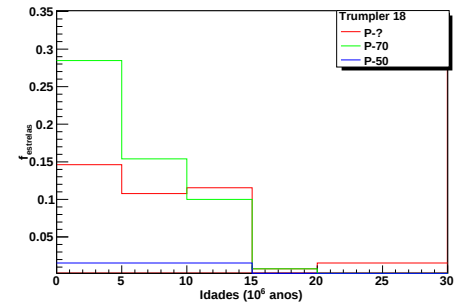
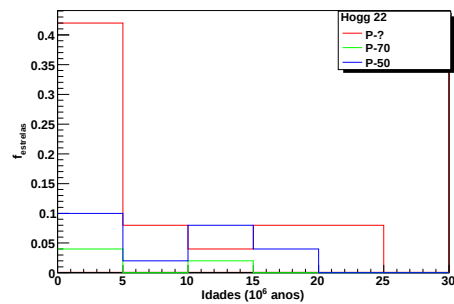
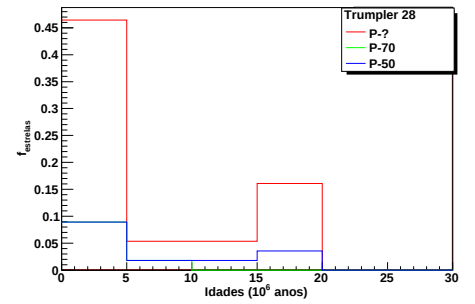
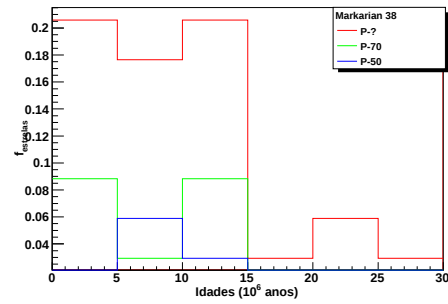
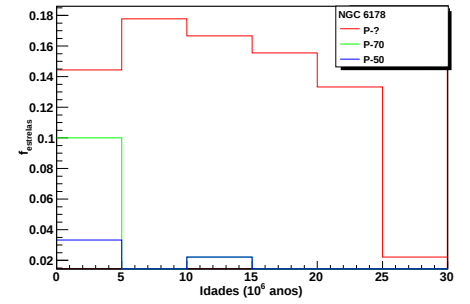
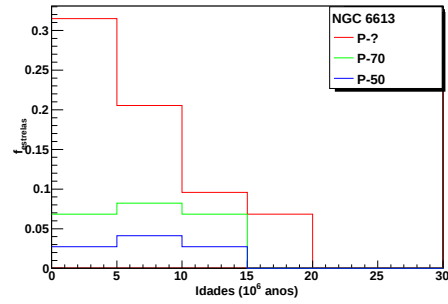


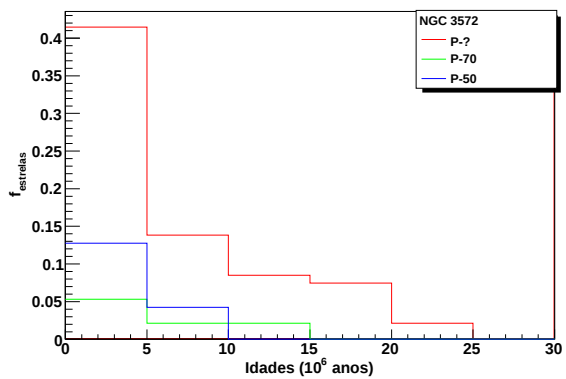
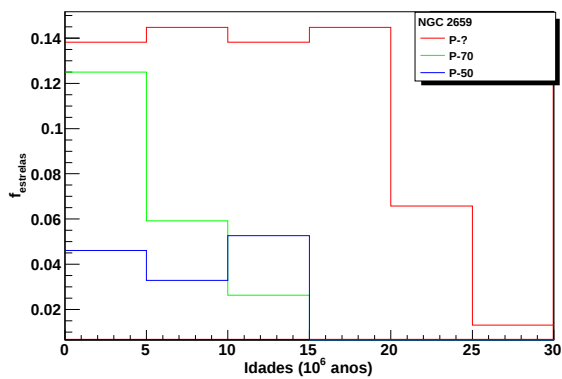
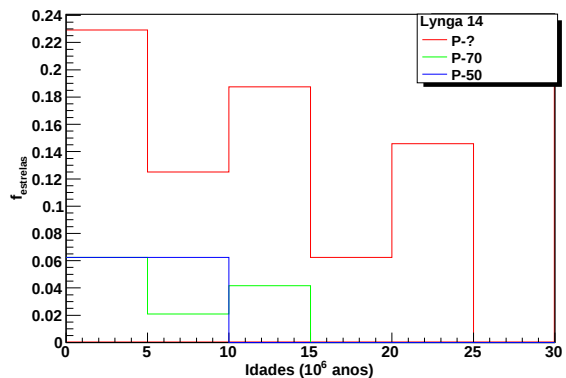
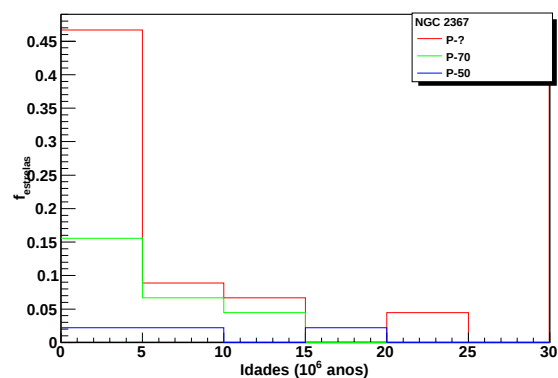
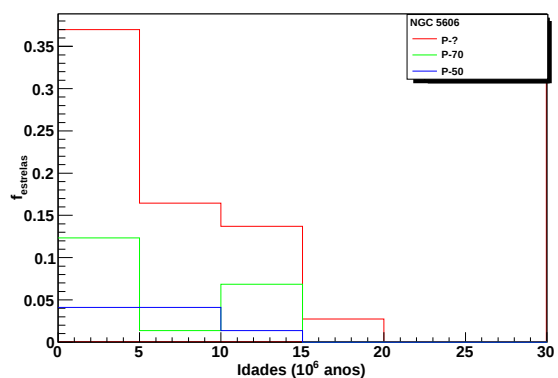
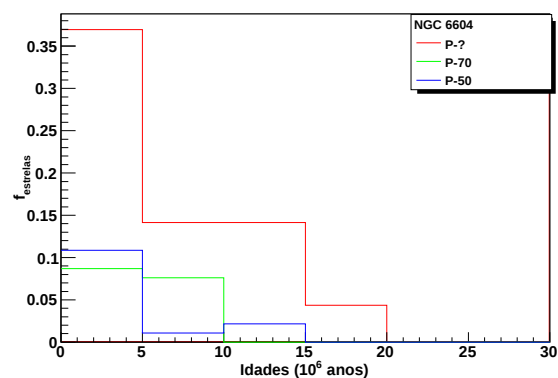
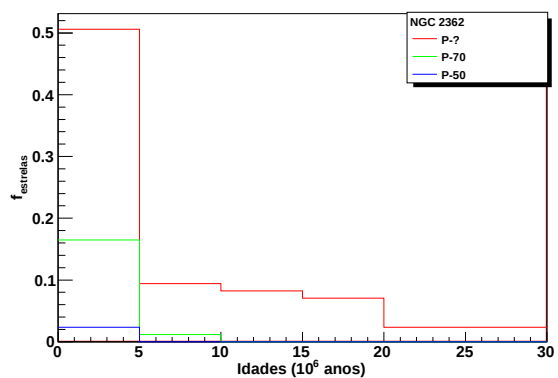
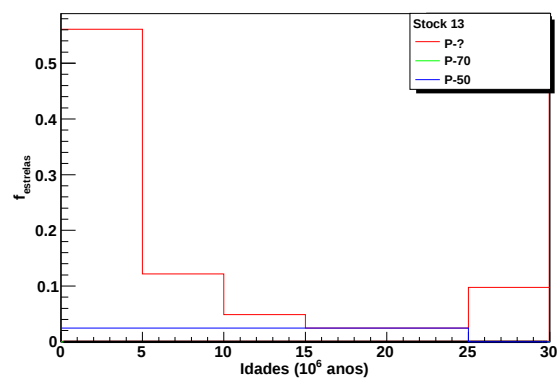


Apêndice D

Distribuição de idades

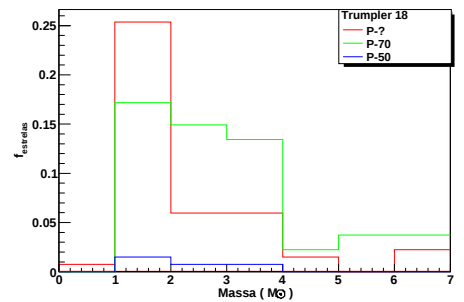
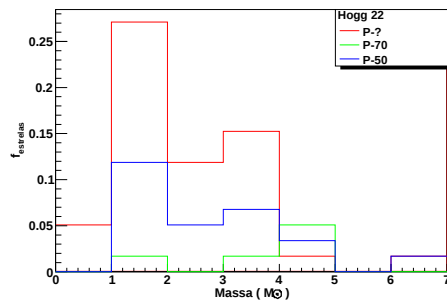
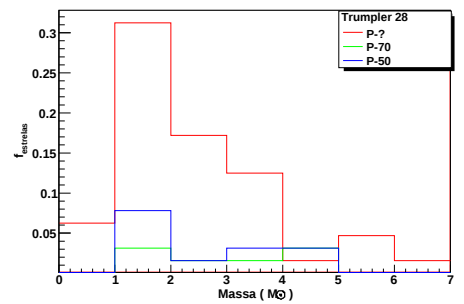
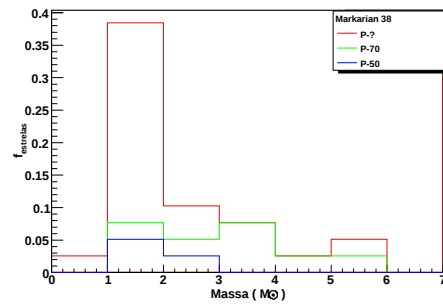
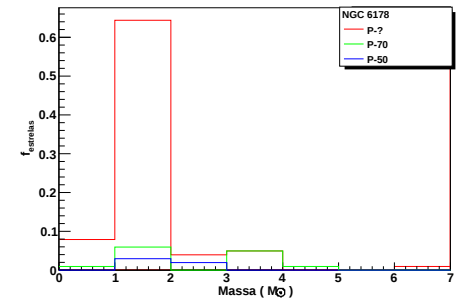
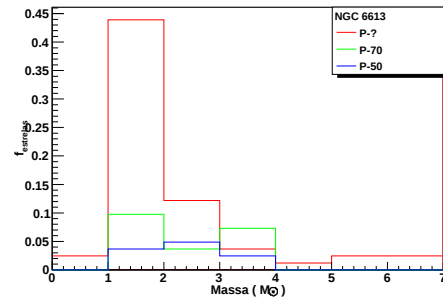
Os diagramas a seguir representam as distribuições das idades das estrelas dos aglomerados estudados estimadas com base nos CMDs no infravermelho. As idades das estrelas selecionadas pelo algoritmo de descontaminação de campo estão em vermelho, das estrelas com pertinência entre 50% e 70% estão em azul, das estrelas com mais de 70% de pertencerem ao aglomerado estão em verde.

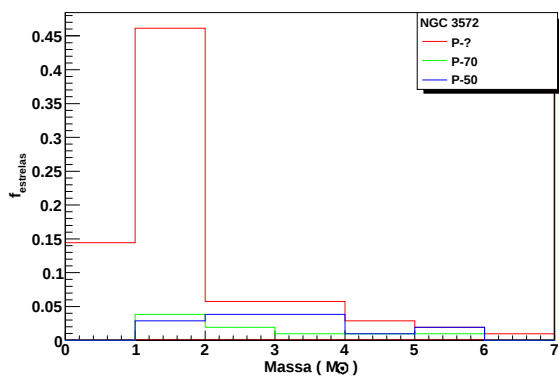
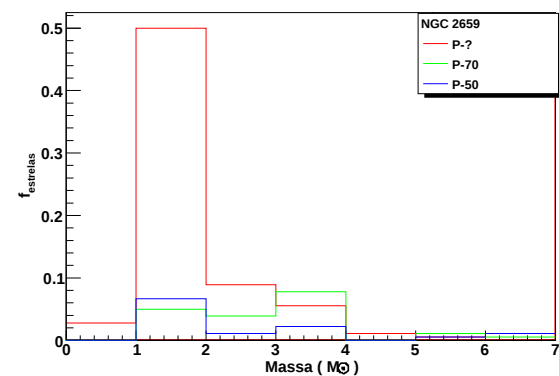
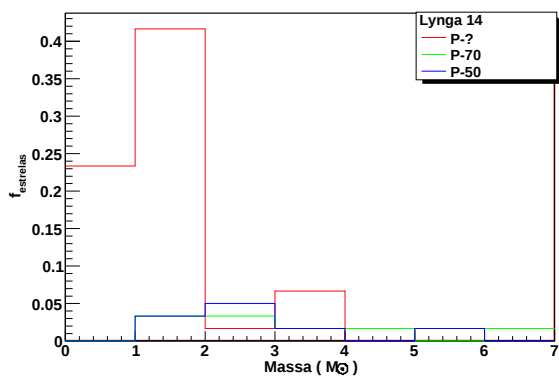
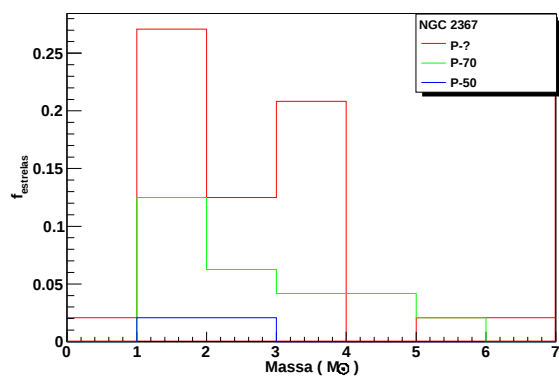
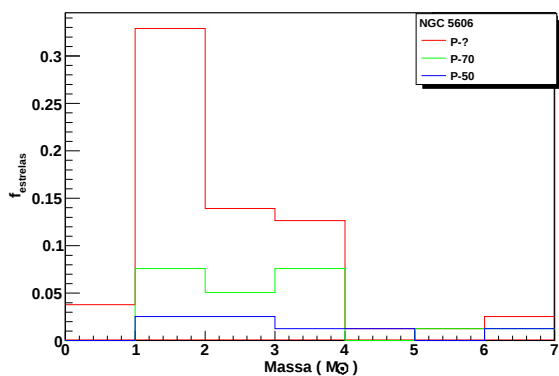
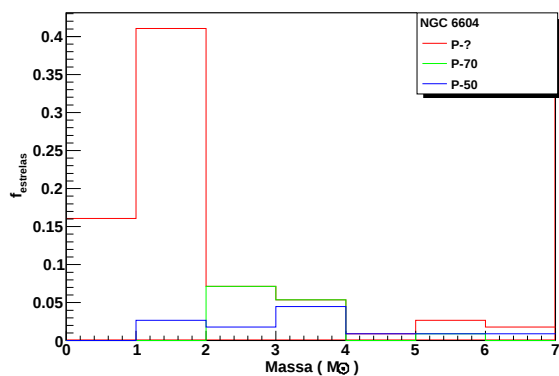
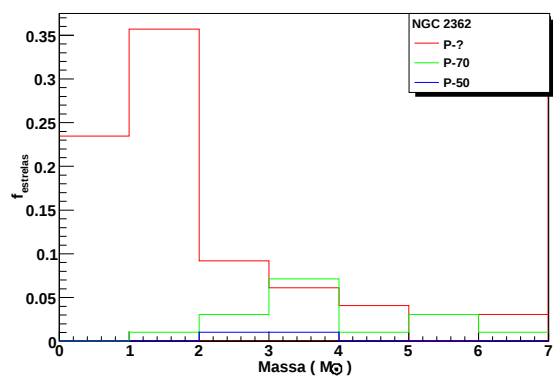
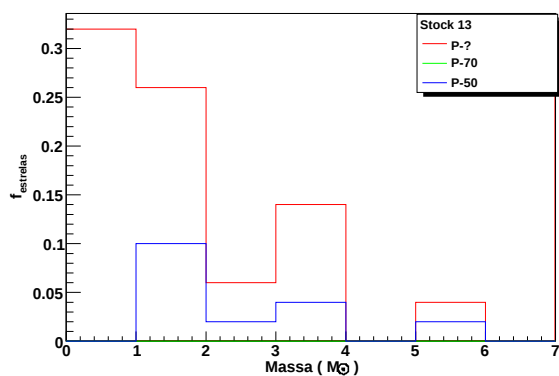




Distribuição de massas

Os diagramas a seguir representam as distribuições das massas das estrelas dos aglomerados estudados estimadas com base nos CMDs no infravermelho. As massas das estrelas P-? estão em vermelho, das estrelas P-70 em verde e das estrelas P-50 estão em azul.





Apêndice F

Amostra Seleccionada

Nome	α	δ	Dist	E(B-V)	Idade	D	N	T	P	Observações
	h m s	° ' "	pc	mag	10 ⁶ anos	'	'			
NGC 6613	18 19 58	-17 06 06	1296	0.45	17	5	44	13	1	C3 D1 E2 N1 R3 O2 P0
NGC 6178	16 35 47	-45 38 36	1014	0.22	18	5	34	13	1	C3 D1 E2 N1 R2 O2 P1
Markarian 38	18 15 17	-19 00 00	1471	0.41	8	2	29	12	1	C3 D1 E2 N1 R2 O2 P0
Trumpler 28	17 37 00	-32 29 00	1343	0.73	19	5	26	10	1	C3 D2 E1 N1 R0 O2 P0
Hogg 22	16 46 37	-47 05 00	1216	0.65	6	3	27	9	1	C3 D1 E1 N1 R0 O2 P0
Trumpler 18	11 11 28	-60 40 00	1358	0.32	16	5	111	12	2	C3 D2 E2 N3 R0 O1 P0
Stock 13	11 13 05	-58 53 00	1577	0.22	17	5	15	9	2	C3 D0 E2 N0 R2 O1 P0
NGC 2362	07 18 41	-24 57 18	1480	0.1	5	5	24	13	3	C3 D1 E3 N0 R0 O0 P2
NGC 6604	18 18 03	-12 14 30	1696	0.97	6	5	43	10	3	C3 D0 E1 N1 R3 O0 P1
NGC 5606	14 27 47	-59 37 54	1805	0.47	12	3	38	10	3	C3 D0 E2 N1 R2 O0 P1
Lynga 14	16 55 04	-45 14 00	881	1.43	5	3	15	9	2	C3 D2 E0 N0 R2 O1 P0
NGC 2367	07 20 06	-21 52 54	1400	0.05	5	5	21	9	3	C1 D0 E3 N0 R3 O0 P1
NGC 2659	08 42 37	-44 59 00	1713	0.51	8	5	61	9	3	C3 D0 E1 N2 R2 O0 P0
NGC 3572	11 10 23	-60 14 54	1995	0.39	8	5	31	9	3	C3 D0 E2 N1 R2 O0 P0
Ruprecht 79	09 40 59	-53 51 00	1979	0.72	12	5	63	9	3	C3 D1 E1 N2 R2 O0 P0
NGC 2645	08 39 03	-46 14 00	1668	0.38	19	3	30	9	3	C3 D0 E2 N1 R2 O0 P0
Hogg 10	11 10 42	-60 24 00	1776	0.46	6	3	23	8	3	C3 D0 E2 N0 R2 O0 P0
Stock 16	13 19 29	-62 38 00	1810	0.52	8	3	36	8	3	C3 D0 E1 N1 R2 O0 P0
NGC 2302	06 51 55	-07 05 00	1500	0.23	12	5	31	8	3	C1 D1 E2 N1 R2 O0 P0
Collinder 205	09 00 32	-48 59 00	1853	0.75	16	5	37	8	3	C3 D2 E1 N1 R0 O0 P0
NGC 3590	11 12 59	-60 47 18	1651	0.45	17	3	15	8	3	C3 D0 E2 N0 R2 O0 P0
NGC 2343	07 08 06	-10 37 00	1056	0.12	13	5		7	3	C3 D1 E2 N0 R0 O0 P0
NGC 3766*	11 36 14	-61 36 30	1745	0.18	0		41	6	3	C0 D0 E2 N1 R0 O0 P2
NGC 2383*	07 24 40	-20 56 54	1627	0.60	0		19	4	3	C0 D0 E1 N2 R0 O0 P0
NGC 2175*	06 09 39	+20 29 12	1655	0.21	0		94	4	3	C0 D0 E2 N0 R0 O0 P1
NGC 6322	17 18 25	-42 56 00	996	0.59	11	5		9	4	C3 D2 E1 N0 R0 O2 P0
NGC 6683	18 42 13	-06 12 42	1197	0.54	10	3		8	4	C3 D1 E1 N0 R0 O2 P0
Bochum 14	18 02 00	-23 41 00	578	1.51	10	2		7	5	C3 D2 E0 N0 R0 O1 P0
BH 245	17 46 16	-29 42 00	1000	2.25	15	1		7	5	C3 D2 E0 N0 R0 O1 P0
NGC 2169	06 08 24	+13 57 54	1052	0.2	12	5		8	6	C3 D1 E2 N0 R0 O0 P1
Pismis 5	08 37 38	-39 35 00	869	0.42	16	2		8	6	C3 D2 E2 N0 R0 O0 P0
Pismis 24	17 25 32	-34 25 00	1995	1.72	10	2		4	6	C3 D0 E0 N0 R0 O0 P0
Dias 5	18 17 40	-19 40 12	1760	0.33	14	3		4	6	C1 D0 E2 N0 R0 O0 P0

Tabela F.2 - Idém Tabela 2.1, para toda amostra seleccionada.

Livros Grátis

(<http://www.livrosgratis.com.br>)

Milhares de Livros para Download:

[Baixar livros de Administração](#)

[Baixar livros de Agronomia](#)

[Baixar livros de Arquitetura](#)

[Baixar livros de Artes](#)

[Baixar livros de Astronomia](#)

[Baixar livros de Biologia Geral](#)

[Baixar livros de Ciência da Computação](#)

[Baixar livros de Ciência da Informação](#)

[Baixar livros de Ciência Política](#)

[Baixar livros de Ciências da Saúde](#)

[Baixar livros de Comunicação](#)

[Baixar livros do Conselho Nacional de Educação - CNE](#)

[Baixar livros de Defesa civil](#)

[Baixar livros de Direito](#)

[Baixar livros de Direitos humanos](#)

[Baixar livros de Economia](#)

[Baixar livros de Economia Doméstica](#)

[Baixar livros de Educação](#)

[Baixar livros de Educação - Trânsito](#)

[Baixar livros de Educação Física](#)

[Baixar livros de Engenharia Aeroespacial](#)

[Baixar livros de Farmácia](#)

[Baixar livros de Filosofia](#)

[Baixar livros de Física](#)

[Baixar livros de Geociências](#)

[Baixar livros de Geografia](#)

[Baixar livros de História](#)

[Baixar livros de Línguas](#)

[Baixar livros de Literatura](#)
[Baixar livros de Literatura de Cordel](#)
[Baixar livros de Literatura Infantil](#)
[Baixar livros de Matemática](#)
[Baixar livros de Medicina](#)
[Baixar livros de Medicina Veterinária](#)
[Baixar livros de Meio Ambiente](#)
[Baixar livros de Meteorologia](#)
[Baixar Monografias e TCC](#)
[Baixar livros Multidisciplinar](#)
[Baixar livros de Música](#)
[Baixar livros de Psicologia](#)
[Baixar livros de Química](#)
[Baixar livros de Saúde Coletiva](#)
[Baixar livros de Serviço Social](#)
[Baixar livros de Sociologia](#)
[Baixar livros de Teologia](#)
[Baixar livros de Trabalho](#)
[Baixar livros de Turismo](#)