

UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO GRANDE DO SUL
INSTITUTO DE FÍSICA
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM FÍSICA
Tese de Doutorado

Estudo fotométrico e estrutural dos sistemas estelares embebidos em Sh2-132 e IC 1396*

Tiago Abreu Saurin

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

Porto Alegre

Maio, 2012

*Trabalho financiado pelo Conselho Nacional de Desenvolvimento Científico e Tecnológico (CNPq).

Para meu irmão Gustavo.

AGRADECIMENTOS

Ao meu orientador, prof. Eduardo Bica, pela paciência e entusiasmo em me orientar neste trabalho;

Ao prof. Charles Bonatto, pelo desenvolvimento do software utilizado neste trabalho e pela disposição em auxiliar-me sempre que foi necessário;

À minha mãe Catarina e aos meus irmãos Tarcísio e Gustavo, pelo apoio e carinho;

Aos colegas da pós-graduação pela conversa jogada fora, especialmente nos momentos em que devíamos estar trabalhando;

A todos os professores do Departamento de Astronomia, por tornarem o ambiente de pesquisa tão agradável;

Ao Conselho Nacional de Desenvolvimento Científico e Tecnológico (CNPq) pelo financiamento desta pesquisa.

Tiago Abreu Saurin

Universidade Federal do Rio Grande do Sul
Maio 2012

RESUMO

Atualmente, é amplamente aceito que os aglomerados abertos e as associações estelares se originam da evolução dos aglomerados embebidos. Entretanto, somente alguns poucos destes objetos sobrevivem aos primeiros milhões de anos de existência. Diversos trabalhos de pesquisa tem sido conduzidos nos últimos anos a fim de esclarecer sob quais condições um aglomerado embebido sobrevive como um sistema gravitacionalmente ligado ou inicia um processo de expansão que pode levar à completa dissolução. Este trabalho aborda os casos dos sistemas estelares embebidos nas regiões HII Sh2-132 e IC 1396. A análise do conteúdo estelar de ambos os objetos é feita com dados fotométricos no infravermelho disponibilizados pelo *2MASS*. Um procedimento de descontaminação por estrelas de campo é executado para identificar as estrelas que tem maior probabilidade de serem membros dos aglomerados da amostra. A seguir, são construídos diagramas cor-magnitude nos quais são identificadas as sequências evolutivas e posicionadas curvas isócronas teóricas para a determinação dos parâmetros de cada aglomerado. Uma análise estrutural também é conduzida por meio de perfis radiais de densidade estelar que são comparados com um modelo baseado em uma esfera isotérmica. Os resultados revelam a existência de quatro jovens aglomerados não catalogados previamente na área de Sh2-132. O cenário que se apresenta tem evidências de formação estelar sequencial numa grande estrutura hierárquica que pode fundir-se num aglomerado massivo caso suas estrelas não sejam completamente dispersadas em consequência da expulsão do gás residual. Por outro lado, a análise do complexo Trumpler 37/IC 1396 resulta em parâmetros similares aos de aglomerados caracterizados em outros trabalhos como sistemas em dissolução. O perfil radial de densidade estelar de Trumpler 37 desvia do modelo para distâncias muito afastadas do seu centro, sugerindo um processo de expansão que pode levar o sistema a tornar-se uma associação. Finalmente, os parâmetros aqui obtidos podem servir como vínculos em modelos evolutivos de aglomerados embebidos.

ABSTRACT

Currently, it is widely accepted that open star clusters and stellar associations result from the evolution of embedded star clusters. However, only a small fraction of these objects survive to the initial million years of age. A number of research works have been carried in the last years in order to explain the conditions in that an embedded cluster survives as a gravitationally bound system or begins an expansion process that may lead to a complete dissolution. This work addresses the cases of the embedded star systems in the H II regions Sh2-132 and IC 1396. The analysis of the stellar content of both objects is made with infrared photometric data from 2MASS. A procedure of field star decontamination is performed to identify the stars that are most probable members of the clusters. Subsequently, colour-magnitude diagrams are built and theoretical isochrones are fixed to the evolutionary sequences. It is made a structural analysis also by means of stellar radial density profiles to compare with an isothermal sphere model. The results reveal the existence of four previously non-catalogued young clusters in the Sh2-132 area. The scenario presented has evidence of sequential star formation in a large hierarchical structure that may merge in to a massive cluster if its stars are not completely dispersed as a consequence of the residual gas expulsion. On the other hand, an analysis of the Trumpler 37/IC 1396 complex yields parameters similar to the ones of clusters characterized in other works as dissolving systems. The stellar radial density profile of Trumpler 37 deviates from the model for large distances from the center, suggesting an expansion process that may lead the system to become an association. Finally, the obtained parameters can be used as constraints to evolutionary models of embedded clusters.

LISTA DE ABREVIATURAS E SIGLAS

BRC <i>Bright-rimmed Cloud</i>	NGC <i>New General Catalogue</i> (Dreyer 1888)
CTTS <i>Classical T Tauri Star</i>	PMS <i>Pre-main Sequence</i>
DSS <i>Digital Sky Survey</i>	RDP <i>Radial density profile</i>
ESO <i>European Southern Observatory</i>	SIMBAD <i>Set of Identifications, Measurements and Bibliography for Astronomical Data</i>
HiPParCoS <i>High Precision Parallax Collecting Satellite</i>	
HST <i>Hubble Space Telescope</i>	
IC <i>Index Catalogue</i> (Dreyer 1895)	STScI <i>Space Telescope Science Institute</i>
IRAS <i>Infrared Astronomical Satellite</i>	VLT <i>Very Large Telescope</i>
MS <i>Main Sequence</i>	WTTS <i>Weak T Tauri Star</i>
NASA <i>National Aeronautics and Space Administration</i>	2MASS <i>Two Micron All Sky Survey</i>

LISTA DE TABELAS

2.1	Parâmetros fundamentais de Berkeley 55	21
2.2	Parâmetros estruturais de Berkeley 55	31
3.1	Aglomerados estelares na área de Sh2-132	33
3.2	Estrelas Wolf-Rayet em Sh2-132	37
3.3	Estrelas OB dos aglomerados na área de Sh2-132	37
3.4	Parâmetros fundamentais dos aglomerados na área de Sh2-132	39
3.5	Valores da absorção do meio interestelar na área de Sh2-132	48
3.6	Parâmetros estruturais dos aglomerados na área de Sh2-132	49
4.1	Estrelas que compõe o sistema estelar múltiplo ADS 15184	55
4.2	Parâmetros fundamentais de Trumpler 37	59
4.3	Parâmetros estruturais de Trumpler 37	62
4.4	Massa e parâmetros de escala de Trumpler 37	63
4.5	<i>BRCs</i> em IC 1396	67
4.6	Parâmetros fundamentais de Teutsch 74	71
4.7	Massa e parâmetros de escala de Teutsch 74	71

LISTA DE FIGURAS

1.1	Imagem do aglomerado ω Centauri	5
1.2	Imagem do aglomerado das Pleiades	5
1.3	Imagem do aglomerado do Trapézio	5
1.4	Imagem do sistema múltiplo do Trapézio	5
2.1	Imagem do aglomerado Berkeley 55 na banda B	22
2.2	Diagrama cor-magnitude das estrelas na área de Berkeley 55	24
2.3	Diagrama cor-magnitude do campo em torno de Berkeley 55	24
2.4	Diagrama cor-magnitude descontaminado de Berkeley 55	26
2.5	Características fotométricas de Berkeley 55 após a descontaminação	27
2.6	Aplicação do filtro de cor-magnitude ao diagrama de Berkeley 55	30
2.7	Diagrama cor-magnitude de Berkeley 55 filtrado	30
2.8	Perfil radial de densidade do aglomerado Berkeley 55	31
3.1	Imagem do complexo Sh2-132	34
3.2	Imagem da área central do complexo Sh2-132 na banda B	35
3.3	Imagem da área central do complexo Sh2-132 na banda R	35
3.4	Imagem do aglomerado SBB 1 na banda K_S	35
3.5	Imagem do aglomerado SBB 2 na banda K_S	35
3.6	Imagem do aglomerado Berkeley 94 na banda R	36
3.7	Imagem do aglomerado SBB 3 na banda R	36
3.8	Imagem do aglomerado SBB 4 na banda R	36
3.9	Diagramas cor-magnitude do aglomerado Teutsch 127	40
3.10	Diagramas cor-magnitude do aglomerado SBB 1	41
3.11	Diagramas cor-magnitude do aglomerado SBB 2	42
3.12	Diagramas cor-magnitude do aglomerado Berkeley 94	43
3.13	Diagramas cor-magnitude do aglomerado SBB 3	44
3.14	Diagramas cor-magnitude do aglomerado SBB 4	45
3.15	Diagramas cor-cor dos aglomerados na área de Sh2-132	46

3.16	Comparação entre Teutsch 127 e Chamaeleon I	47
3.17	Perfil radial de densidade do aglomerado Teutsch 127	50
3.18	Perfil radial de densidade do aglomerado SBB 1	50
3.19	Perfis radiais de densidade do aglomerado SBB 2	51
3.20	Perfil radial de densidade do aglomerado Berkeley 94	51
3.21	Perfil radial de densidade do aglomerado SBB 3	52
3.22	Perfil radial de densidade do aglomerado SBB 4	52
4.1	Imagem do complexo Trumpler 37/IC 1396	56
4.2	Mapa do complexo Trumpler 37/IC 1396	57
4.3	Diagramas cor-magnitude de Trumpler 37	60
4.4	Diagrama cor-cor de Trumpler 37	61
4.5	Perfis radiais de densidade do aglomerado Trumpler 37	64
4.6	Perfil radial de densidade do aglomerado Trumpler 37	65
4.7	Perfis radiais de densidade das <i>BRCs</i> em IC 1396	68
4.8	Diagramas cor-magnitude de Teutsch 74	72
4.9	Perfil radial de densidade de Teutsch 74	73
4.10	Diagramas de comparação	76

SUMÁRIO

Introdução	1
Objetivos deste trabalho	3
1 Sistemas estelares jovens	4
1.1 Aglomerados estelares embebidos	4
1.1.1 Expulsão do gás residual	9
1.1.2 Estado dinâmico de aglomerados embebidos	12
1.1.3 Função de massa de aglomerados embebidos	14
1.2 Associações estelares	15
1.3 Sistemas estelares do tipo Trapézio	16
1.4 Objetos estelares jovens	16
1.4.1 Protoestrelas	18
1.4.2 Estrelas T Tauri	18
1.4.3 Estrelas Herbig Ae/Be	19
1.5 Estrelas jovens massivas	19
2 Fotometria 2MASS e ferramentas de análise	20
2.1 Obtenção dos dados	20
2.2 Descontaminação por estrelas de campo	21
2.3 Fontes de espalhamento no diagrama cor-magnitude	28
2.4 Perfis radiais de densidade estelar	28
3 Formação estelar sequencial em Sh2-132	32
3.1 Introdução	32
3.2 Análise fotométrica	37
3.3 Análise estrutural	48
3.4 Discussão e conclusões	53

4	Trumpler 37: provável associação em IC 1396	54
4.1	Introdução	54
4.2	Análise fotométrica	55
4.3	Análise estrutural	59
4.3.1	Nuvens de borda brilhante em IC 1396	66
4.3.2	Raio de maré e tempo de cruzamento de Trumpler 37	69
4.3.3	O aglomerado aberto Teutsch 74	70
4.4	Discussão e conclusões	74
5	Conclusões e perspectivas	77
	Referências bibliográficas	79
	Lista de publicações	91

INTRODUÇÃO

Aglomerados estelares são agrupamentos de estrelas unidas pela interação gravitacional nos quais a densidade de massa estelar é suficiente para manter o grupo relativamente estável sob a ação do campo gravitacional da galáxia hospedeira. Esses agrupamentos de estrelas se formam a partir do colapso gravitacional do gás de nuvens moleculares. Uma única nuvem molecular pode formar milhares de estrelas, embora nem todas venham necessariamente a fazer parte de um aglomerado no decorrer de suas existências.

Há muito tempo os aglomerados são reconhecidos como importantes laboratórios para a pesquisa em astrofísica. Seu estudo tem desempenhado um papel relevante no entendimento da formação estelar e planetária, além da estrutura e evolução das galáxias (e.g., de la Fuente Marcos & de la Fuente Marcos 2009, Camargo et al. 2010, Bonatto & Bica 2011, Camargo et al. 2012). Cada um deles constitui um grupo de estrelas equidistante, com aproximadamente a mesma idade e metalicidade – abundância de elementos mais pesados do que o hidrogênio e o hélio – mas que se distribuem por uma ampla faixa de massa, permitindo a observação da evolução estelar e a determinação do número de estrelas em cada intervalo de massa que uma nuvem molecular forma. A determinação desta função inicial de massa de diferentes aglomerados fornece pistas sobre a variação espacial e temporal da função inicial de massa da Galáxia (e.g., Bonnell et al. 2007, Elmegreen 2006, Bastian et al. 2010).

Alguns dos maiores aglomerados que se distribuem pelo halo da nossa Galáxia podem ter até um milhão de estrelas. Estes são chamados aglomerados globulares, e é possível que alguns deles sejam na verdade núcleos remanescentes de galáxias anãs capturadas pela nossa há muito tempo, o que parece ser o caso de ω Centauri (Hilker & Richtler 2000, Gnedin et al. 2002, Bekki & Freeman 2003). A população estelar desses objetos na Via-láctea costuma ser menos metálica e mais velha do que a população do disco da Galáxia. No universo atual, o melhor exemplo conhecido das possíveis condições físicas em que se formam os aglomerados globulares está nas

galáxias em colisão NGC 4038 e NGC 4039 (Whitmore & Schweizer 1995). Por outro lado, existem agrupamentos de estrelas bem menos populosos que se distribuem pelo disco da Galáxia, são os aglomerados abertos (e.g., Pleiades) e as associações (e.g., Sco OB2), objetos que continuam sendo formados na Via-láctea, possibilitando que a origem e a evolução deles sejam bastante estudadas. As associações se parecem com aglomerados pouco populosos e bastante extensos, algumas possuem poucas dezenas de estrelas, mas diferem dos aglomerados pelo fato de serem sistemas não-ligados, suas estrelas ainda permanecem juntas devido ao movimento comum mantido por inércia. Enquanto nos aglomerados abertos a energia total (energias cinética e potencial de todo o material contido no aglomerado, incluindo gás e poeira) é negativa, nas associações, a energia total é positiva e a interação gravitacional não pode reter as estrelas. Apesar disso, a perda de estrelas também é comum nas regiões externas dos aglomerados abertos, fornecendo estrelas de campo para a Galáxia assim como as associações.

No que diz respeito à estrutura, os aglomerados globulares e os aglomerados abertos são bastante diferentes. Considerando que os primeiros estão em equilíbrio dinâmico, eles possuem uma grande simetria radial, tal que seus perfis radiais de densidade (*Radial Density Profiles – RDPs*) e seus perfis de brilho superficial podem, em geral, ser ajustados por algum modelo baseado numa esfera isotérmica (King 1962, Wilson 1975, Elson et al. 1987), situação em que todas as estrelas do aglomerado tem a mesma energia cinética. Já os aglomerados abertos possuem aspecto irregular. Há várias razões para isso, a principal é o fato de que estes objetos geralmente são jovens e, portanto, ainda não tiveram tempo para alcançar o equilíbrio hidrostático. Assim, as marcas de processos físicos que só ocorrem nesses estágios iniciais de sua evolução, como a expulsão do gás residual e explosões de supernovas (Tutukov 1978, Fellhauer & Kroupa 2005, Bastian & Gieles 2008), são bastante recentes. Efeitos de maré provocados pela galáxia hospedeira também deformam os aglomerados conferindo-lhes uma forma elipsóide com o eixo maior apontando na direção do centro galáctico, além de arrancar-lhes estrelas formando uma cauda, caso do aglomerado Palomar 5 (Odenkirchen et al. 2001). Também não se pode descartar a possibilidade de os aglomerados abertos manterem uma memória da forma da nuvem progenitora, especialmente de suas estruturas filamentosas, e que eles podem apresentar uma grande dispersão de velocidades estelares decorrente do nascimento em um meio turbulento.

Objetivos deste trabalho

Atualmente é consenso que os aglomerados abertos e as associações resultam da evolução de aglomerados ainda embebidos no gás e na poeira de suas nuvens moleculares. Entretanto, a maioria destes objetos não sobrevive aos primeiros milhões de anos de sua evolução e acabam por dispersar-se em estrelas de campo. Os processos físicos que determinam o destino dos aglomerados embebidos – e.g., expulsão do gás residual e interações com objetos vizinhos – são tema de pesquisa, e a determinação dos parâmetros astrofísicos que caracterizam estes objetos em diferentes estágios de sua evolução tem grande importância para estabelecer vínculos para o desenvolvimento de teorias (e.g., Bonatto & Bica 2010, 2011).

O avanço no desenvolvimento de instrumentos para observação astronômica nos comprimentos de onda do infravermelho durante as últimas duas décadas tem permitido que os aglomerados embebidos sejam estudados em detalhes (Lada & Lada 2003).

Utilizando dados fotométricos no infravermelho próximo obtidos do projeto *2MASS* (Skrutskie et al. 2006), este trabalho apresenta análises de dois grandes complexos de sistemas estelares jovens embebidos nas regiões HII Sh2-132 e IC 1396 (Saurin et al. 2010, 2012). A primeira apresenta um conjunto de aglomerados no qual existem evidências de um processo de formação estelar sequencial induzido pelos ventos das estrelas dos tipos-O e B do complexo. A segunda, trata-se de um objeto embebido (Trumpler 37) que parece estar evoluindo para uma associação estelar OB. Tanto Sh2-132 como IC 1396 estão relativamente próximos do Sol e são bastante brilhantes, o que os torna promissores para estudos sobre sistemas estelares embebidos.

A análise fotométrica e estrutural dos dois complexos foi feita com técnicas de descontaminação da fotometria por estrelas de campo, diagramas cor-magnitude, diagramas cor-cor e perfis radiais de densidade estelar a fim de estimar os parâmetros astrofísicos dos sistemas estelares embebidos em Sh2-132 e IC 1396.

Este trabalho está organizado da seguinte forma. No Capítulo 1 é apresentada uma revisão bibliográfica sobre os aglomerados estelares jovens. No Capítulo 2 são explicadas as ferramentas utilizadas neste trabalho para analisar os dados fotométricos do *2MASS*. No Capítulo 3 são analisados os aglomerados imersos em Sh2-132. No Capítulo 4 é analisado o complexo Trumpler 37/IC 1396. Finalmente, no Capítulo 5 são feitas as considerações finais e apontadas perspectivas para futuras pesquisas na área.

CAPÍTULO 1

SISTEMAS ESTELARES JOVENS

Os sistemas estelares abordados neste estudo são muito menos massivos do que o aglomerado globular ω Centauri (Figura 1.1) que tem massa $5 \times 10^6 M_{\odot}$ e é tão velho quanto a Galáxia, e mais jovens até mesmo que o aglomerado aberto das Pleiades (Figura 1.2) que tem idade de cerca de 100 milhões de anos. Tratam-se de aglomerados que ainda estão formando estrelas e começando a emergir das nuvens moleculares na qual se formaram pelo colapso gravitacional. Segue uma breve revisão bibliográfica sobre os aglomerados embebidos, as associações OB e os objetos estelares jovens.

1.1 Aglomerados estelares embebidos

Durante os primeiros milhões de anos de suas existências os aglomerados permanecem embebidos na nuvem de gás e poeira em que foram gerados (e.g., aglomerado do Trapézio embebido na nebulosa de Órion – Figura 1.3). Isso torna a observação desses objetos bastante difícil nos comprimentos de onda da luz visível, exigindo observações no infravermelho.

Essa fase embebida dos aglomerados dura $\sim 10^7$ anos, quando o gás residual é varrido pelos ventos das estrelas massivas e explosões de supernovas (Seção 1.1.1). A conseqüente diminuição abrupta da massa total do sistema muda o seu potencial gravitacional e provoca sobretudo a fuga de estrelas de alta velocidade (Tutukov 1978, Fellhauer & Kroupa 2005, Bastian & Gieles 2008). Em muitos casos, esse processo pode levar à completa dissolução do aglomerado em poucos milhões de anos. De fato, a grande maioria das estrelas de campo da nossa Galáxia pode ter surgido dessa maneira.

O estudo dos aglomerados embebidos teve início com Hodapp (1994) e tem progredido bastante desde então graças ao avanço dos instrumentos de observação

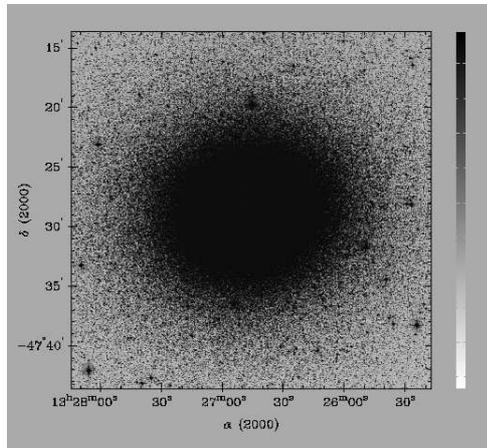


Figura 1.1: Imagem do aglomerado globular ω Centauri (NGC 5139) observado na banda B (Fonte: *DSS*).

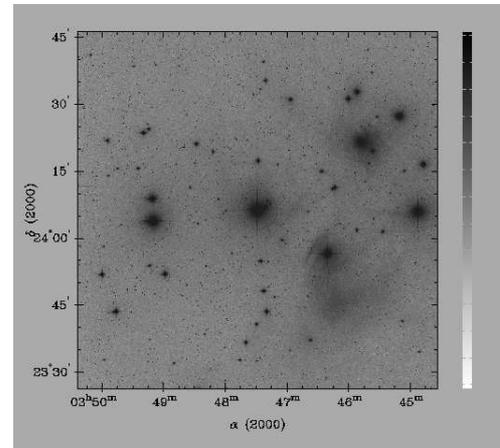


Figura 1.2: Imagem do aglomerado aberto das Pleiades (M 45) observado na banda B (Fonte: *DSS*).



Figura 1.3: Mosaico $7' \times 7'$ em cores falsas combinando imagens no infravermelho do aglomerado do Trapézio embebido na nebulosa de Órion (M 42, NGC 1976) obtida com o *VLT*. (Crédito: *ESO* e Mark McCaughrean et al. – *Astrophysikalisches Institut Potsdam*).



Figura 1.4: Composição $30'' \times 30''$ em cores falsas combinando imagens obtidas em várias bandas com o *HST* destacando as quatro estrelas componentes do sistema múltiplo do Trapézio em M 42. (Crédito: John Bally, Dave Devine e Ralph Sutherland – *STScI, NASA*).

no infravermelho. Lada & Lada (2003), em uma revisão sobre estes aglomerados, apresentaram estimativas da sua taxa de nascimento numa amostra de 53 objetos localizados a uma distância de até 2 kpc do Sol. A amostra foi distribuída em dois grupos de idades, 1×10^6 e 2×10^6 anos, e a taxa de nascimento de cada grupo foi estimada em 4 e 2 por milhão de anos por quiloparsec ao quadrado ($10^{-6} \text{anos}^{-1} \text{kpc}^{-2}$), respectivamente. Por outro lado, Elmegreen & Clemens (1985) encontraram taxas de nascimento para aglomerados abertos de $0.25 \times 10^{-6} \text{anos}^{-1} \text{kpc}^{-2}$ e Battinelli & Capuzzo-Dolcetta (1991) encontraram $0.45 \times 10^{-6} \text{anos}^{-1} \text{kpc}^{-2}$ para uma amostra distribuída numa distância de até 2 kpc do Sol. Essa discrepância entre as taxas de nascimento de aglomerados embebidos e abertos sugere uma grande 'mortalidade infantil' bem antes que a idade de 10^7 anos seja atingida. Apenas ~ 5 por cento dos aglomerados embebidos emergiriam das suas nuvens moleculares como sistemas gravitacionalmente ligados. A princípio, uma eficiência na formação estelar, fração de massa da nuvem molecular que foi convertida em estrelas, maior do que 50 por cento (Hills 1980, Mathieu 1983) costuma ser apontada como principal condição para a sobrevivência de um aglomerado. Entretanto, esse quadro parece ser muito mais complexo, pois a eficiência na formação estelar observada é sempre menor do que 50 por cento (Lada & Lada 2003) e uma estrela do tipo-O sozinha pode injetar no aglomerado, por meio de seus ventos e radiação eletromagnética, mais energia do que a energia de ligação do mesmo num intervalo de tempo mais curto do que o seu tempo de cruzamento (Kroupa 2005), o intervalo de tempo em que o aglomerado como um todo responderá a uma variação no seu potencial gravitacional.

Fellhauer & Kroupa (2005) apontaram a possibilidade de que aglomerados com baixa eficiência (~ 20 por cento) podem sobreviver à remoção do gás, desde que tenham uma complexa estrutura de subaglomerados que venham a se unir num aglomerado massivo. Por outro lado, aglomerados pouco densos ($\leq 1 M_{\odot} \text{pc}^{-3}$) podem ser destruídos pela interação com nuvens moleculares de sua vizinhança. Isso é sugerido pelo fato que os aglomerados abertos mais velhos (10^9 anos ou mais) estão, em geral, localizados na parte externa do disco da nossa Galáxia, região com menor concentração de nuvens moleculares, onde devem ocorrer menos desses encontros destrutivos (Friel 1995).

O grau de imersão de um aglomerado embebido na nuvem de gás e poeira é um indicador do seu estágio evolutivo. Por menos evoluído entende-se que o aglomerado encontra-se profundamente imerso no núcleo de uma densa nuvem molecular, de modo que sua absorção é $A_V \sim 5-100$ mag. Enquanto um aglomerado mais evoluído

estará parcialmente imerso na nuvem, com $A_V \sim 1-5$ mag, sendo, em geral, encontrado próximo de uma região HII, de uma nebulosa de reflexão ou na borda da nuvem molecular.

A estrutura de um aglomerado embebido certamente reflete os processos físicos que ocorreram na sua formação. Podem ser discriminados dois tipos estruturais:

- Hierárquico – aglomerados constituídos por vários subaglomerados. De modo que apresentam perfis radiais de densidade estelar (ou de brilho superficial) estendidos e com múltiplos picos (e.g., NGC 2264 – Teixeira 2008).
- Centralmente condensado – aglomerados com núcleos densos em comparação com a parte externa. Apresentam perfis radiais de densidade estelar (ou de brilho superficial) relativamente suaves e altamente concentrados, aos quais podem ser ajustadas leis de potência ou modelos baseados numa esfera isotérmica. Essa característica é consequência do predomínio da interação gravitacional sobre outros processos físicos (e.g., IC 348 e o aglomerado do Trapézio – Kumar & Schmeja 2007, Schmeja et al. 2008).

Aglomerados centralmente condensados também podem exibir alguma estrutura interna, embora menos pronunciada que a dos aglomerados do tipo hierárquico. Mas ainda não está claro se pode haver evolução do tipo hierárquico para o centralmente condensado (Lada & Lada 2003).

Evidências de segregação de massa, maior concentração de estrelas massivas na região central do aglomerado, estão bem documentadas para os aglomerados abertos (e.g., Elmegreen et al. 2000). Mas no caso dos aglomerados embebidos não há consenso sobre ela ser primordial, consequência de um gradiente de densidade na nuvem molecular, ou decorrente da evolução dinâmica do aglomerado. Provavelmente esses sistemas são jovens demais para que tenham ocorrido todos os choques estelares necessários para que a segregação de massa seja resultado da dinâmica.

As idades e os espalhamentos de idades dos aglomerados embebidos podem apresentar grande incerteza na determinação. Mesmo que seja possível fazer estimativas de idades para estes por meio do ajuste de curvas isócronas teóricas em diagramas cor-magnitude para estrelas da pré-sequência principal (*Pre-main Sequence – PMS*), estágio da evolução estelar em que a fusão do hidrogênio ainda não teve início, tais ajustes podem ser prejudicados por algumas características dos aglomerados embebidos. São elas, a alta absorção da radiação eletromagnética pela da nuvem de gás

e poeira, que pode ser bastante heterogênea (avermelhamento diferencial), a variabilidade das estrelas do tipo T Tauri (Seção 1.4.2), a presença de estrelas binárias e o excesso de emissão no infravermelho das estrelas que ainda possuem discos circumstelares (Seção 1.4). Também ocorre a contaminação do diagrama por estrelas de campo, isto é, estrelas não-membros, que costumam estar presentes na observação de qualquer aglomerado. Juntos, estes fatores, acabam causando o espalhamento dos pontos no diagrama cor-magnitude e confundindo-se com o espalhamento de idade, indicador da duração do período de formação estelar.

O processo de formação dos aglomerados embebidos se dá como o explicado a seguir. No início do colapso gravitacional da nuvem molecular ocorre a formação de filamentos de gás e poeira. Dentro destes filamentos surgem grupos de poucas dezenas de protoestrelas (Seção 1.4.1) que podem vir a se unir com outros formando aglomerados massivos, ou ainda, protoestrelas isoladas que talvez nunca venham a integrar um aglomerado. Observações realizadas por de Wit et al. (2004, 2005) revelaram que 4 ± 2 por cento de todas as estrelas do tipo-O se formaram isoladamente, enquanto Parker & Goodwin (2007) sugeriram que algumas estrelas do tipo-O aparentemente isoladas são na verdade aglomerados de baixa massa ($< 100 M_{\odot}$) com apenas uma estrela massiva.

Simulações de N-corpos mostraram que pelo menos metade das estrelas OB do jovem aglomerado da nebulosa de Órion podem ter escapado (Pflamm-Altenburg & Kroupa 2006). Quando uma destas estrelas massivas se move supersonicamente com respeito à nuvem de gás e poeira (com velocidade que pode ser de dezenas ou até centenas de km s^{-1}) acaba provocando um arco-de-choque visível no infravermelho. Portanto, a presença de arcos-de-choque associados com estrelas massivas pode ser usada como indicadora da ejeção dessas estrelas em velocidades supersônicas. A geometria desses arcos-de-choque permite traçar a direção do movimento das estrelas até o aglomerado de origem (e.g., Gvaramadze & Bomans 2008), especialmente no caso em que o movimento próprio não pode ser medido adequadamente (distâncias muito grandes e/ou intervalo entre as observações muito curto). Entretanto, somente uma fração $\lesssim 20$ por cento das estrelas OB que são ejetadas produz arcos-de-choque, sobretudo porque elas se movem através do gás interestelar quente e suas velocidades peculiares costumam ser mais baixas do que a velocidade do som naquele meio.

Finalmente, os aglomerados embebidos oferecem algumas vantagens para a determinação da função inicial de massa, pois costumam ser mais compactos, o gás e a poeira deles obscurecem o brilho das estrelas não-membros do fundo, além de ainda

não terem perdido muitas estrelas em consequência da ejeção e da evolução estelar, o que favorece uma amostra mais completa. Entretanto, se um aglomerado embebido for jovem demais, ele ainda não terá atingido a sua função inicial de massa definitiva.

1.1.1 Expulsão do gás residual

No que diz respeito à expulsão do gás residual de um aglomerado embebido, há duas situações simples que podem ser tratadas de modo analítico (Hills 1980, Mathieu 1983):

- 1) remoção instantânea do gás ($\tau_{gas} = 0$);

A energia de ligação do aglomerado é definida como:

$$E_{agl,lig} = -\frac{GM^2}{r} + \frac{1}{2}M\sigma^2 < 0, \quad (1.1)$$

onde G é a constante gravitacional, M é a massa total, r é o raio do aglomerado e σ é a dispersão de velocidades das estrelas.

Antes da remoção do gás, a massa total é a soma da massa residual da nuvem molecular (M_{gas}) e da massa estelar embebida (M_{emb}):

$$M = M_{inicial} = M_{gas} + M_{emb},$$

e a dispersão de velocidades é

$$\sigma^2 = \sigma_{inicial}^2 = \frac{GM_{inicial}}{r_{inicial}}.$$

Depois da remoção do gás, tem-se que

$$M = M_{final} = M_{emb},$$

mas a dispersão de velocidades permanece constante,

$$\sigma_{final} = \sigma_{inicial}.$$

Desse modo, a energia de ligação depois da remoção do gás será

$$E_{agl,lig,final} = -\frac{GM_{final}^2}{r_{inicial}} + \frac{1}{2}M_{final}\sigma_{final}^2. \quad (1.2)$$

Contudo, o sistema deve atingir um novo estado de equilíbrio em que

$$E_{agl,lig,final} = -\frac{1}{2}\frac{GM_{final}^2}{r_{final}}, \quad (1.3)$$

de acordo com o Teorema do virial.

Igualando as equações 1.2 e 1.3, resulta que

$$\frac{r_{final}}{r_{inicial}} = \frac{M_{emb}}{M_{emb} - M_{gas}}. \quad (1.4)$$

Definindo a eficiência da formação estelar como:

$$\epsilon = \frac{M_{emb}}{M_{emb} + M_{gas}}. \quad (1.5)$$

É conveniente reescrever a equação 1.4 em termos da eficiência da formação estelar (Equação 1.5):

$$\frac{r_{final}}{r_{inicial}} = \frac{1}{2 - 1/\epsilon}. \quad (1.6)$$

Portanto, quando a eficiência da formação estelar for menor do que 50 por cento o aglomerado deve dissolver-se no campo ($r_{final} \rightarrow \infty$).

- 2) remoção lenta do gás ($\tau_{gas} \gg \tau_{cr}$ com $\tau_{gas} \rightarrow \infty$, sendo que τ_{cr} é o tempo de cruzamento).

Repetindo os passos que levaram à equação 1.4, mas supondo que uma massa infinitesimal de gás (δM_{gas}) é removida instantaneamente causando uma variação infinitesimal no raio do aglomerado (δr):

$$\frac{r_{inicial} - \delta r}{r_{inicial}} = \frac{M_{inicial} - \delta M_{gas}}{(M_{inicial} - \delta M_{gas}) - \delta M_{gas}},$$

$$\frac{r - dr}{r} = \frac{M - dM}{M - 2dM},$$

com $dM < 0$ (redução da massa total) e $dr > 0$ (aumento do raio).

$$\frac{r - dr}{r} = \frac{M - dM}{M - 2dM},$$

$$1 - \frac{dr}{r} = \frac{1 - dM/M}{1 - 2dM/M}.$$

Fazendo a expansão em série do denominador para $|2dM/M| \ll 1$,

$$1 - \frac{dr}{r} = \left(1 - \frac{dM}{M}\right) \left(1 + 2\frac{dM}{M} + \dots\right),$$

$$1 - \frac{dr}{r} = 1 - \frac{dM}{M} + 2\frac{dM}{M} - 2\left(\frac{dM}{M}\right)^2 + \dots,$$

$$\frac{dr}{r} = \frac{dM}{M} \left(1 - 2\frac{dM}{M} + \dots\right).$$

Considerando apenas o termo de ordem zero e integrando nos intervalos $r_{final} \leq r \leq r_{inicial}$ e $M_{final} \leq M \leq M_{inicial}$,

$$\int_{r_{inicial}}^{r_{final}} \frac{dr}{r} = \int_{M_{inicial}}^{M_{final}} \frac{dM}{M},$$

resulta que

$$\ln \frac{r_{final}}{r_{inicial}} = \ln \frac{M_{inicial}}{M_{final}},$$

ou

$$\frac{r_{final}}{r_{inicial}} = \frac{M_{emb} + M_{gas}}{M_{emb}}. \quad (1.7)$$

Finalmente, aplicando a equação 1.5 resulta que

$$\frac{r_{final}}{r_{inicial}} = \frac{1}{\epsilon}. \quad (1.8)$$

Nesse caso, a expansão do aglomerado após uma lenta remoção do gás residual deverá ser tanto menor quanto maior for a eficiência da formação estelar.

Kroupa & Boily (2002) propuseram uma classificação dos aglomerados embebidos em três tipos básicos conforme a relação entre suas escalas de tempo de formação, de cruzamento e de remoção do gás residual:

- Tipo I: possuem menos de 10^3 estrelas esparsamente distribuídas, nenhuma do tipo-O, tal que o principal mecanismo de expulsão do gás residual é a acumulação de jatos de gás ejetado pelas protoestrelas que vão se formando. Neste caso, o gás residual do aglomerado é removido numa escala de tempo aproximadamente igual à própria escala de tempo de formação do aglomerado e ao tempo de cruzamento. Estão no limite entre a remoção adiabática e a remoção explosiva do gás. No limite adiabático poderiam reter todas as suas estrelas se estivessem isolados, mas os campos de maré da nuvem molecular progenitora e da Via-láctea arrancam uma fração significativa de suas estrelas. No limite explosivo, a remoção abrupta do gás leva à perda de pelo menos metade de sua população estelar original e à completa dissolução em menos de 10^9 anos.
- Tipo II: possuem entre 10^3 e 10^5 estrelas, sendo pelo menos uma ou até pouco mais de uma centena do tipo-O. Mesmo assim, não são aglomerados massivos o bastante para que a dispersão de velocidades seja maior do que a velocidade do som no gás ionizado ($v_{som} \approx 10 \text{ km s}^{-1}$). Neste caso, o tempo de cruzamento é baixo o suficiente para que o aglomerado esteja aproximadamente virializado antes da remoção do gás, que acontece de modo abrupto provocando grandes perdas estelares.
- Tipo III: são aglomerados bastante populosos, com mais de 10^5 estrelas, sendo centenas do tipo-O. Desde que a dispersão de velocidades é maior do que a velocidade do som no gás ionizado são necessárias explosões de supernovas para auxiliar na remoção do gás, que acontece de modo lento, numa escala de tempo muito maior do que o tempo de cruzamento, e permite que o aglomerado retenha pelo menos metade de suas estrelas.

1.1.2 Estado dinâmico de aglomerados embebidos

Goodwin (2009) sugeriu que o parâmetro crítico para a sobrevivência de um aglomerado embebido não é a eficiência da formação estelar, mas o estado dinâmico do aglomerado imediatamente antes da expulsão do gás residual. Este pode ser descrito pela razão virial inicial, dada por:

$$Q_0 = \frac{T_0}{U_0}, \quad (1.9)$$

onde T_0 é a energia cinética total inicial e $-U_0$ é a energia potencial total inicial. Desde que decorre do Teorema do virial para o caso da interação gravitacional que $T = -U/2$, o aglomerado estará virializado quando $Q_0 = 1/2$. No caso de uma remoção instantânea do gás, a dispersão de velocidades permanece igual e a distribuição espacial de massa estelar não tem tempo de se alterar, tal que as energias cinética e potencial do aglomerado passarão a ser $T_* = \epsilon T_0$ e $U_* = \epsilon^2 U_0$, respectivamente. Assim, a razão virial passará a ser:

$$Q_* = \frac{T_*}{U_*} = \frac{\epsilon T_0}{\epsilon^2 U_0} = \frac{1}{\epsilon} Q_0. \quad (1.10)$$

Se o aglomerado estava virializado antes da remoção do gás, resulta que:

$$Q_* = \frac{1}{2\epsilon}. \quad (1.11)$$

Consequentemente, é possível definir uma eficiência efetiva da formação estelar, de acordo com a qual o aglomerado responderá à expulsão do gás residual:

$$\epsilon_{ef} = \frac{1}{2Q_*}. \quad (1.12)$$

Esta não depende da massa convertida em estrelas, mas do estado dinâmico das mesmas. A equivalência entre a eficiência efetiva e a eficiência real só ocorre quando as estrelas e o gás estão inicialmente virializados.

Entretanto, os estados dinâmicos do gás e das estrelas não precisam estar acoplados. De fato, a energia cinética do gás é irrelevante. Importa apenas a sua contribuição para o potencial gravitacional. Assim, é possível definir

$$T_{vir} = \frac{1}{2}U_0,$$

a energia cinética total que o aglomerado teria se estivesse virializado.

Se a velocidade das estrelas é uma fração f da velocidade necessária para elas estarem no equilíbrio virial com o potencial do gás, então a energia cinética das estrelas será uma fração $f^2\epsilon$ de T_{vir} . Portanto, a razão virial das estrelas será:

$$Q_* = \frac{T_*}{U_*} = \frac{f^2\epsilon T_{vir}}{\epsilon^2 U_0} = \frac{f^2}{2\epsilon}. \quad (1.13)$$

O resultado é que mesmo quando a eficiência da formação estelar for alta ($\epsilon > 0.5$), um aglomerado poderá ter uma baixa eficiência efetiva da formação estelar ($\epsilon_{ef} < 0.5$) e dissolver-se após a remoção do gás se estiver dinamicamente “quente” ($f > 1$). Na situação inversa, quando $\epsilon < 0.5$ e $\epsilon_{ef} > 0.5$, um aglomerado dinamicamente “frio” ($f < 1$) poderá permanecer ligado.

Simulações realizadas por Kruijssen et al. (2012) apontam a possibilidade de que a perda de estrelas e o aumento do raio em consequência da expulsão do gás residual sejam menores do que o esperado, tal que os aglomerados em geral sobrevivam à chamada *mortalidade infantil*. A importância deste processo seria reduzida em aglomerados que possuem subestruturas, pois nestas a fração de gás é pequena e eles estão próximos do virial. Tendo em vista o fato de que poucos aglomerados sobrevivem como sistemas ligados, os autores levantam a possibilidade de que um outro processo destrutivo esteja atuando, não um processo interno como a expulsão do gás, mas um processo externo como choques com nuvens moleculares da vizinhança na região de formação estelar. A sobrevivência dos jovens aglomerados dependeria do quão rápida fosse a sua migração para longe de um local de nascimento em que estejam submetidos à forças destrutivas.

1.1.3 Função de massa de aglomerados embebidos

A função inicial de massa de um aglomerado corresponde à sua distribuição inicial das massas estelares. Essa quantidade pode variar espacialmente dentro dos sistemas estelares e também com o tempo (Kroupa 2001). Ela pode ser expressa na forma de uma lei de potência:

$$\xi(m) \propto m^{-\alpha_i}. \quad (1.14)$$

Sendo que o parâmetro α_i deve assumir os seguintes valores em cada intervalo de massa estelar (m):

$$\begin{aligned} \alpha_0 &= +0.3 \pm 0.7, & 0.01 \leq m/M_\odot < 0.08, \\ \alpha_1 &= +1.3 \pm 0.5, & 0.08 \leq m/M_\odot < 0.05, \\ \alpha_2 &= +2.3 \pm 0.3, & 0.50 \leq m/M_\odot < 1.00, \\ \alpha_3 &= +2.3 \pm 0.7, & 1.00 \leq m/M_\odot. \end{aligned} \quad (1.15)$$

1.2 Associações estelares

Aglomerados embebidos muito pobres não sobrevivem como sistemas gravitacionalmente ligados após a expulsão do gás residual. Nesse caso, podem dar origem a agrupamentos não-ligados de poucas dezenas de estrelas que são chamados de "associações", termo introduzido por Ambartsumian (1947, 1949) para designar estes sistemas que costumam ser dominados por estrelas dos tipos-O e B.

As estrelas numa associação permanecem movendo-se em conjunto devido à inércia e tem dispersão de velocidades de alguns poucos quilômetros por segundo. Suas órbitas são mais amplas do que em um aglomerado, de modo que o perfil radial de densidade de uma associação costuma ser extremamente irregular e muitas vezes não pode ser ajustado por nenhum modelo baseado numa esfera isotérmica.

Blaauw (1964) publicou uma revisão detalhada sobre as características e possíveis origens das associações OB. Estas possuem baixas densidades de massa estelar ($0.1 M_{\odot} \text{pc}^{-3}$), de modo que devem ser bastante jovens, pois não resistiriam muito tempo sob a ação das forças de maré da Galáxia. A presença de estrelas dos tipos-O e B permite estimar idades da ordem de 10^7 anos para esses sistemas. Por serem tão jovens, as associações estão sempre próximas do local de seu nascimento.

Existem também associações dos tipos T, R e C, nenhum dos quais possui estrelas dos tipos-O e B. Os dois primeiros tipos são caracterizados pela presença de estrelas do tipo T Tauri (Seção 1.4.2), sendo que as associações do tipo R apresentam nebulosas de reflexão. Já as associações do tipo C contém estrelas variáveis Cefeidas.

Embora a medida do movimento próprio das estrelas de uma associação OB possa ser usada para determinar quais estrelas são membros do grupo, pouco se sabe sobre suas estrelas de baixa massa, que são pouco brilhantes e costumam ser ofuscadas pelas estrelas mais massivas e brilhantes. Além disso, costuma ser difícil observar as associações, principalmente as mais próximas que cobrem áreas de dezenas até centenas de graus quadrados no céu, porque suas partes externas podem ser tão esparsamente povoadas que nem sempre é possível estabelecer com certeza quais são suas estrelas membros e quais pertencem ao campo. Um censo do conteúdo estelar das associações OB dentro de 1 kpc em torno do Sol realizado por de Zeeuw et al. (1999), utilizando medidas de posições, movimentos próprios e paralaxes do catálogo *HiPParCoS* (*High Precision Parallax Collecting Satellite*, Perryman et al. 1997), encontrou evidências de que as funções de massa de todas as associações OB se estendem para baixas massas incluindo estrelas anãs do tipo-F.

Alguns dos casos de jovens aglomerados que parecem estar evoluindo para se tornarem associações são os complexos NGC 346/N 66 na Pequena Nuvem de Magalhães (Gouliermis et al. 2008), o complexo da nebulosa Carina (NGC 3372) na Via-láctea (Feigelson et al. 2011), além do jovem aglomerado aberto Bochum 1 (Bica et al. 2008). Este apresenta características como perfil radial de densidade estelar erodido e núcleo destacado em consequência da sua expansão.

1.3 Sistemas estelares do tipo Trapézio

Em menor escala, dentro dos aglomerados, são comuns os sistemas estelares múltiplos. Dentre estes, destacam-se os sistemas do tipo trapézio cujo protótipo é o grupo de quatro estrelas OB no centro do aglomerado do Trapézio embebido na nebulosa de Órion (Figura 1.4). Tais sistemas são compostos por no mínimo três estrelas, em geral massivas, sendo que a maior separação angular entre duas de suas estrelas não é maior do que o triplo da menor separação (Ambartsumian 1954).

Diferente do que ocorre com as estrelas componentes dos sistemas múltiplos comuns, que apresentam órbitas keplerianas, nos sistemas trapézio as estrelas apresentam movimentos não-periódicos. Portanto, são sistemas inerentemente instáveis. Depois de diversas rotações em torno do seu centro de gravidade, evoluem para sistemas hierárquicos, nos quais a separação angular da estrela mais distante chega a ser dez vezes a separação entre as componentes do par mais próximo, ou ainda, se dissipam completamente devido à ejeção de estrelas em órbitas hiperbólicas. O trapézio mais antigo já identificado tem $\sim 5 \times 10^7$ anos (Abt & Corbally 2000). Isto parece ser um limite superior consistente para a idade desses sistemas.

1.4 Objetos estelares jovens

Todos os objetos estelares em seus estágios iniciais de evolução, sejam protoestrelas ou estrelas da pré-sequência principal estão incluídos na classe dos objetos estelares jovens (Strom et al. 1975).

Objetos estelares jovens frequentemente estão associados a fenômenos como discos circumestelares e objetos Herbig-Haro (Herbig 1950, 1951, e Haro 1952, 1953), jatos de gás partindo dos pólos de protoestrelas, colidindo em alta velocidade com o material do meio interestelar e provocando a emissão de luz visível. Para uma revisão sobre os objetos Herbig-Haro, ver Reipurth & Bally (2001).

Existem diferentes esquemas de classificação dos objetos estelares jovens, cada um depende das características físicas e observacionais levadas em consideração. Os objetos estelares jovens podem ser classificados de acordo com a forma da sua curva de distribuição espectral da energia ou seu estágio evolutivo, quando possuem disco circumestelar e/ou envelope de gás e poeira, além do tipo estelar.

Objetos estelares jovens de Classe 0 são indetectáveis em comprimentos de onda menores do que $10\ \mu\text{m}$ e ainda não possuem disco, apenas o envelope de gás e poeira. Já os objetos de Classe I apresentam $\alpha \geq 0.3$ (onde α é o índice espectral, a inclinação da função de distribuição espectral da energia entre o infravermelho próximo e o infravermelho médio, definida entre 2 e $20\ \mu\text{m}$). Estes objetos tem sua emissão dominada pelo envelope, embora já apresentem disco. Para $-0.3 \leq \alpha < 0.3$, tem-se um estágio intermediário com uma distribuição espectral plana da energia, fisicamente caracterizado por emissão composta, tanto do disco como do envelope. Para a Classe II, $-1.6 \leq \alpha < -0.3$ e, neste caso, a emissão já é dominada pelo disco, enquanto o envelope se dissipa. Por fim, quando $\alpha < -1.6$ tem-se a Classe III, em que não há mais sinal de disco de acreção, mas apenas um disco de resíduos, talvez planetesimais, e a emissão é dominada pela estrela.

Outra classificação para os objetos estelares jovens é feita de acordo com o seu estágio evolutivo. Diferente da classificação pela forma da curva de distribuição espectral da energia, esta não se refere às características observacionais dos objetos, mas ao estágio da acreção de massa da futura estrela. No Estágio 0, a massa do envelope supera as massas somadas do disco e da estrela. No Estágio I, a razão entre a massa em acreção e a massa do envelope é $10^{-6}/\text{ano}$, com a soma das massas da estrela e do disco superando a massa do envelope, embora esta ainda seja maior do que $0.1 M_{\odot}$. No Estágio II, a razão entre a massa em acreção e a massa do envelope, que agora tem menos do que $0.1 M_{\odot}$, diminui para menos de $10^{-6}/\text{ano}$, enquanto a razão entre a massa do disco circumestelar já presente e a massa da estrela é maior do que 10^{-6} . Finalmente, no Estágio III, o disco está se dissipando e as razões correspondentes às do estágio anterior são, agora, $<10^{-6}/\text{ano}$ e $<10^{-6}$. Todos esses estágios frequentemente, mas não sempre, correspondem às etapas de mesmo número da classificação pela forma da curva de distribuição espectral da energia.

A classificação dos objetos estelares jovens de acordo com o tipo estelar – protoestrela, T Tauri e Herbig Ae/Be – é tal como o explicado nas subseções a seguir.

1.4.1 Protoestrelas

Protoestrelas são o estágio mais primitivo da evolução estelar, quando o gás e a poeira da nuvem molecular iniciam a contração gravitacional em torno de núcleos densos formados na nuvem pela interação com outra nuvem, pela passagem de uma onda de choque criada pela explosão de uma supernova, ou simplesmente devido à dissipação do calor e dos campos magnéticos que sustentavam o equilíbrio da nuvem.

Esta é uma fase muito breve na evolução estelar, dura algumas centenas de milhares de anos. Portanto, as protoestrelas são abundantes apenas nos aglomerados embebidos mais jovens (com idades que não ultrapassam 10^6 anos), onde podem chegar a ser 15–20% dos membros.

Como as protoestrelas ainda não iniciaram a fusão do hidrogênio, a radiação eletromagnética emitida por elas é proveniente do colapso gravitacional, de modo que tais objetos pertencem aos Estágios 0 e I da classificação dos objetos estelares jovens (Seção 1.4).

1.4.2 Estrelas T Tauri

Estrelas variáveis do tipo T Tauri recebem este nome em referência à estrela homônima que serve de protótipo na constelação do Touro (Joy 1945). São objetos muito jovens da pré-sequência principal, tem baixa massa ($\lesssim 2 M_{\odot}$), se apresentam nos tipos espectrais F, G, K, M, e tem brilho que varia algumas poucas magnitudes em períodos de horas ou semanas. Essa variabilidade irregular pode estar associada à atividade cromosférica ou ao movimento do gás e poeira do disco circunestelar. Elas podem ser classificadas em dois grupos: as T Tauri clássicas (*Classical T Tauri Stars – CTTs*) e as T Tauri fracas (*Weak T Tauri Stars – WTTs*).

Originalmente a distinção entre os dois tipos era feita principalmente com base na largura equivalente (W) de suas linhas de emissão em $H\alpha$. As *CTTs* possuem $W(H\alpha) \geq 10\text{\AA}$, enquanto as *WTTs* possuem $W(H\alpha) < 10\text{\AA}$. Este limite foi escolhido a fim de separar objetos que apresentam discos de acreção opticamente espesso daqueles que parecem ser fotosféricos. Atualmente, a caracterização de cada tipo é feita de acordo com a presença de disco de acreção (*CTTs*) ou sua ausência (*WTTs*), visto que as T Tauri fracas são consideradas um estágio posterior às T Tauri clássicas na evolução dos objetos estelares jovens.

Dahm & Simon (2005) realizaram um estudo sobre a população de estrelas T Tauri de NGC 2264 e encontraram centenas destas em meio a dezenas de estrelas OB.

Comparando as idades medianas das T Tauri em diferentes regiões de NGC 2264, que possui uma estrutura hierárquica resultante da fragmentação da nuvem molecular, os autores chamaram atenção para a possibilidade de que esteja em curso um processo de formação estelar sequencial deixando um rastro de pequenos aglomerados.

1.4.3 Estrelas Herbig Ae/Be

Estrelas dos tipos A e B que apresentam algumas características semelhantes às das T Tauri, mas com massas maiores do que as destas ($2 < M/M_{\odot} < 10$), são chamadas estrelas Herbig Ae/Be (Herbig 1960).

Assim como as T Tauri, as Herbig Ae/Be apresentam espectros com intensas linhas de emissão no visível e brilho variável, embora esta característica seja consequência da presença de protoplanetas e planetesimais, e não por causa da acreção como ocorre nas T Tauri. Também apresentam excesso de brilho no infravermelho consistente com emissão de disco circunestelar. Essas estrelas estão presentes tanto na pré-sequência principal como na sequência principal de idade zero, embora sejam da mesma faixa de idades das T Tauri. Para uma revisão sobre as estrelas Herbig Ae/Be, ver Waters & Waelkens (1998).

1.5 Estrelas jovens massivas

Estrelas massivas do tipo espectral O atingem a sequência principal (*Main Sequence* – *MS*), estágio da evolução estelar em que ocorre a fusão do hidrogênio, sem passar por estágios intermediários como T Tauri e Herbig Ae/Be. A grande massa dessas estrelas ($> 10 M_{\odot}$) faz com que iniciem a fusão termonuclear muito cedo e tenham uma vida muito breve ($\sim 5 \times 10^6$ anos), pelo menos 10% passada como estrelas Wolf-Rayet, encerrada com a explosão como supernovas, enriquecendo o meio interestelar com elementos pesados. As Wolf-Rayet são caracterizadas por fortes e densos ventos estelares, além de linhas de emissão intensas e largas. Para uma revisão sobre as estrelas Wolf-Rayet, ver Crowther (2007).

CAPÍTULO 2

FOTOMETRIA 2MASS E FERRAMENTAS DE ANÁLISE

2.1 Obtenção dos dados

Todos os aglomerados estelares deste trabalho foram analisados com dados fotométricos obtidos do Catálogo de Fontes Pontuais II/246 (Cutri et al. 2003) do *Two-Micron All-Sky Survey* (*2MASS*¹, Skrutskie et al. 2006), disponíveis na base de dados VizieR² (Ochsenbein et al. 2000).

O *2MASS* foi um projeto conjunto da Universidade de Massachusetts e do Instituto de Tecnologia da Califórnia para o imageamento de todo o céu em comprimentos de onda do infravermelho próximo realizado entre junho de 1997 e fevereiro de 2001. Os instrumentos utilizados foram dois telescópios com espelhos de 1.3 m de diâmetro localizados em Mount Hopkins, Arizona, e Cerro Tololo, Chile. A escolha dos filtros *J*, *H* e *K_S* (comprimentos de onda efetivos de 1.25, 1.65 e 2.16 μm , respectivamente) proporcionou uma excelente visão do conteúdo estelar da nossa Galáxia, com reduzidos efeitos decorrentes da absorção e do espalhamento da radiação eletromagnética pela poeira do meio interestelar.

A análise do conteúdo estelar e a determinação dos parâmetros astrofísicos fundamentais (índices de cor, avermelhamento, massa, idade e distância) dos aglomerados escolhidos para este estudo foi feita por meio de diagramas cor-magnitude e cor-cor. A fim de obter parâmetros de boa qualidade foram consideradas apenas fontes com incertezas ≤ 0.1 mag em cada banda. Contudo, as observações dos aglomerados

¹<http://www.ipac.caltech.edu/2mass>

²<http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR>

Tabela 2.1: Parâmetros astrofísicos fundamentais do aglomerado estelar Berkeley 55.

Berkeley 55						
l	b	α	δ	idade (10^6 anos)	d_{\odot} (kpc)	d_{GC} (kpc)
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)
93°03	1°80	21 ^h 16 ^m 58 ^s .7	+51°45'36"5	50±10	3.5±0.6	9.3±0.2
$E(J-H)$	$E(J-K_S)$	$E(H-K_S)$	$(m-M)J$	A_J	$E(B-V)$	A_V
(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)	(14)
0.64±0.01	1.00±0.01	0.37±0.01	14.50±0.35	1.72±0.02	2.05±0.03	6.35±0.09

Notas da tabela. (1) Longitude galáctica; (2) latitude galáctica; (3) ascensão reta (J2000); (4) declinação (J2000); (5) idade; (6) distância heliocêntrica; (7) distância galactocêntrica considerando $R_{\odot} = 8.4$ kpc (Reid et al. 2009); (8) excesso de cor $E(J-H)$; (9) excesso de cor $E(J-K_S)$; (10) excesso de cor $E(H-K_S)$; (11) módulo da distância; (12) absorção na banda J ; (13) excesso de cor $E(B-V)$; (14) absorção na banda V .

podem estar contaminadas por uma grande quantidade de estrelas não-membros que estão na sua área, tal que faz-se necessária uma descontaminação da fotometria.

2.2 Descontaminação por estrelas de campo

As estrelas que integram um aglomerado tem movimento próprio, o movimento perpendicular à linha de visada, semelhante. Isto permite distinguir entre as estrelas do aglomerado e do campo. Entretanto, os objetos deste estudo foram observados apenas uma vez. Portanto, não há informações sobre os movimentos próprios de suas estrelas. Neste caso, a distinção entre as estrelas de um aglomerados e do campo precisa ser feita com base nas suas características fotométricas.

Para exemplificar o procedimento de descontaminação por estrelas de campo foi escolhido o aglomerado estelar aberto Berkeley 55 (Figura 2.1). Ele teve sua idade estimada em $\sim 5 \times 10^7$ anos por meio de uma análise espectroscópica e fotométrica de seu conteúdo estelar que inclui prováveis supergigantes dos tipos espectrais F e K (Negueruela & Marco 2012). Trata-se de um aglomerado rico, com simetria radial, de modo que pode ter seu perfil de densidade ajustado por um modelo baseado em esfera isotérmica. Portanto, adequado para mostrar como funcionam as ferramentas de análise do presente trabalho.

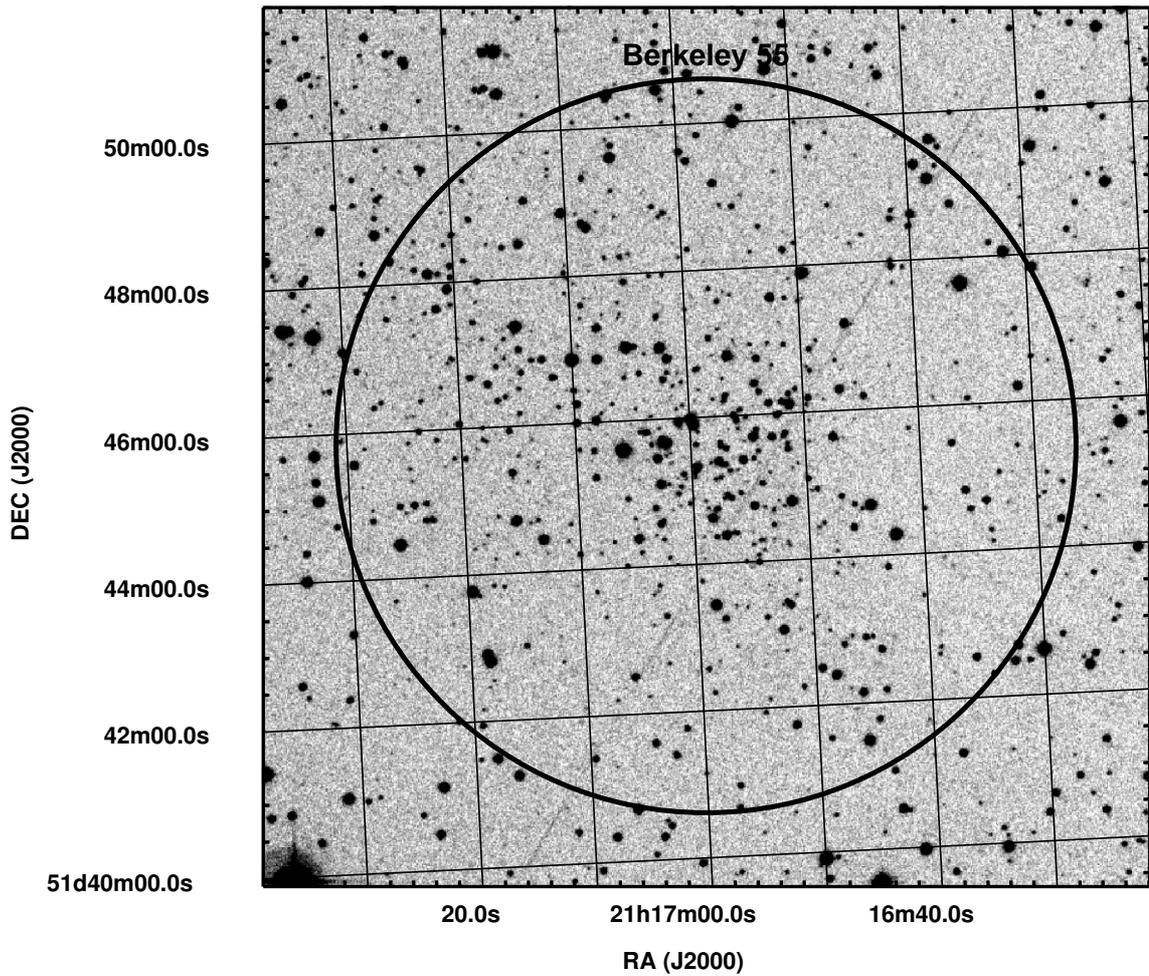


Figura 2.1: Imagem do aglomerado estelar Berkeley 55 observado na banda B (Fonte: *DSS*). O círculo de raio 5 arcmin delimita a área utilizada para análise com os diagramas cor-magnitude (Figuras 2.2 e 2.4).

Duas áreas devem ser escolhidas por meio de um exame visual. Uma área que contém a maior parte do aglomerado (Figura 2.1) e uma área externa que representa o campo para comparação utilizando diagramas cor-magnitude. Ambas devem ser grandes o bastante para que forneçam amostras estatisticamente representativas das populações do aglomerado e do campo. No caso de Berkeley 55, foram escolhidos um círculo de raio 5 arcmin contendo 506 estrelas, e um anel de raio interno 50 arcmin e raio externo 100 arcmin, contendo 111169 estrelas. As figuras 2.2 e 2.3 mostram os diagramas $J \times (J - K_S)$ na área do aglomerado e numa área do campo de mesmo tamanho. Esta é para fins de ilustração, pois a área efetivamente utilizada para modelar o campo é muito maior.

O procedimento de descontaminação por estrelas de campo funciona da seguinte forma (e.g., Bonatto & Bica 2007, 2009):

- (i) Inicialmente, são construídos diagramas cor-magnitude tridimensionais $J \times (J - H) \times (J - K_S)$ do aglomerado e do campo. Estes são divididos em células de dimensões $\Delta J = 1.0$ e $\Delta(J - H) = \Delta(J - K_S) = 0.2$. Para cada célula do diagrama do aglomerado é feita uma modelagem e a subsequente subtração das estrelas contaminantes com base na célula equivalente do diagrama do campo. As incertezas fotométricas sempre devem ser consideradas, tal que uma estrela pode ficar parcialmente dentro de uma célula e outra. O procedimento consiste em determinar a probabilidade de uma dada estrela ser encontrada numa célula do diagrama e estimar sua densidade de estrelas.
- (ii) A seguir, a densidade de estrelas de cada célula do diagrama do campo é convertida num número inteiro de estrelas para serem subtraídas da célula correspondente do diagrama do aglomerado. O resultado é o número de estrelas dentro da célula que realmente fazem parte do aglomerado (N_{cel}^*). A soma destes valores sobre todas as células do diagrama é o número total de estrelas do aglomerado, $N_{total}^* = \sum_{cel} N_{cel}^*$. Para tornar a descontaminação mais fidedigna, o procedimento é repetido após o deslocamento das células por 1/3 do seu tamanho em cada dimensão. São feitas outras 243 estimativas dos valores totais do número de estrelas do aglomerado. A média destes valores, $\langle N_{total}^* \rangle$, será o número de estrelas efetivamente subtraído do diagrama do aglomerado.
- (iii) Por fim, a determinação de quais estrelas devem ser subtraídas e quais devem permanecer é feita de acordo com o número de vezes que elas sobreviveram aos

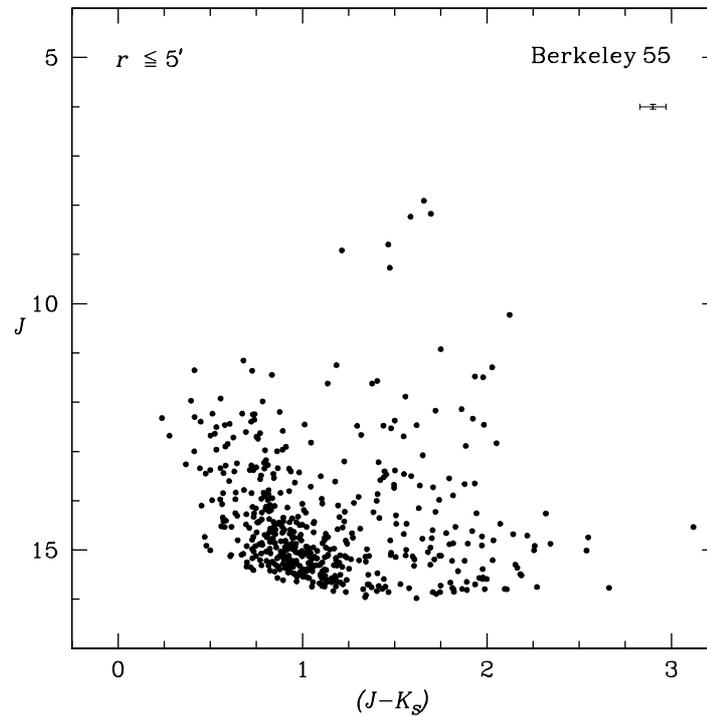


Figura 2.2: Diagrama cor-magnitude $J \times (J-K_S)$ das estrelas dentro de uma área circular de raio 5 arcmin centralizada no aglomerado estelar Berkeley 55. As barras no canto superior direito representam as incertezas médias.

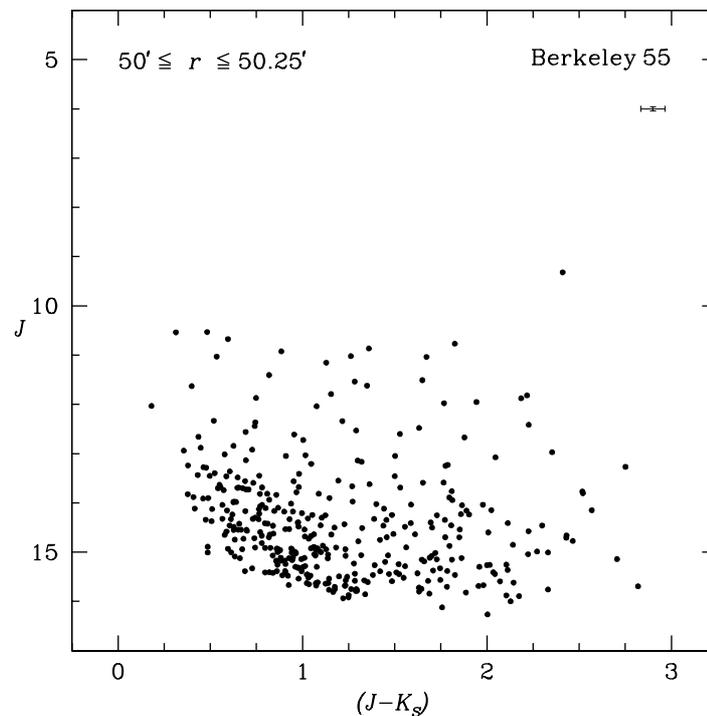


Figura 2.3: Diagrama cor-magnitude $J \times (J-K_S)$ de uma amostra das estrelas de campo dentro de um anel de raios $r=50-50.25$ arcmin em torno de Berkeley 55. As barras no canto superior direito representam as incertezas médias.

243 processos. Apenas aquelas $\langle N_{total}^* \rangle$ que sobreviveram mais vezes são consideradas membros do aglomerado e transpostas para os diagramas cor-magnitude descontaminados (Figura 2.4).

A diferença entre o número esperado de estrelas de campo (que pode ser fracional) e o número de estrelas efetivamente subtraídas (que deve ser inteiro) é a eficiência da subtração. No caso de Berkeley 55, esta eficiência foi de 95.9 ± 0.7 por cento. Na figura 2.5 são mostradas a densidade de estrelas para as prováveis membros em diagramas cor-magnitude e a densidade superficial de estrelas de Berkeley 55.

Após a remoção dos pontos correspondentes às estrelas de campo, curvas isócronas teóricas de Padova (Marigo et al. 2008 e referências nele contidas) de idade 5×10^7 anos e metalicidades $Z = 0.008$ e 0.019 (valor da metalicidade solar) foram posicionadas sobre as sequências evolutivas no diagrama cor-magnitude (Figura 2.4) e os parâmetros fundamentais foram estimados (Tabela 2.1). Os excessos de cor $E(J-H)$, $E(J-K_S)$, $E(H-K_S)$ e $E(B-V)$, e as absorções A_J , A_H , A_{K_S} e A_V estão relacionados como segue (Dutra et al. 2002):

$$\begin{aligned}
 E(J - H) &= 0.1A_V, \\
 E(J - K_S) &= 0.158A_V, \\
 E(H - K_S) &= 0.058A_V, \\
 A_V &= 3.1E(B - V), \\
 A_J &= 2.76A_V, \\
 A_H &= 0.176A_V, \\
 A_{K_S} &= 0.118A_V.
 \end{aligned}
 \tag{2.1}$$

Pelo exame da figura 2.4 fica claro que não é possível encontrar diferenças significativas de metalicidade em Berkeley 55 com os dados do 2MASS devido à presença de estrelas muito quentes na sequência principal. O mesmo sucede para os objetos analisados nos próximos capítulos, objetos jovens em que o espalhamento na pré-sequência principal também não permite identificar diferentes metalicidades. Portanto, para todos os objetos analisados neste estudo serão utilizadas isócronas de metalicidade solar, que é adequada para o disco da Galáxia.

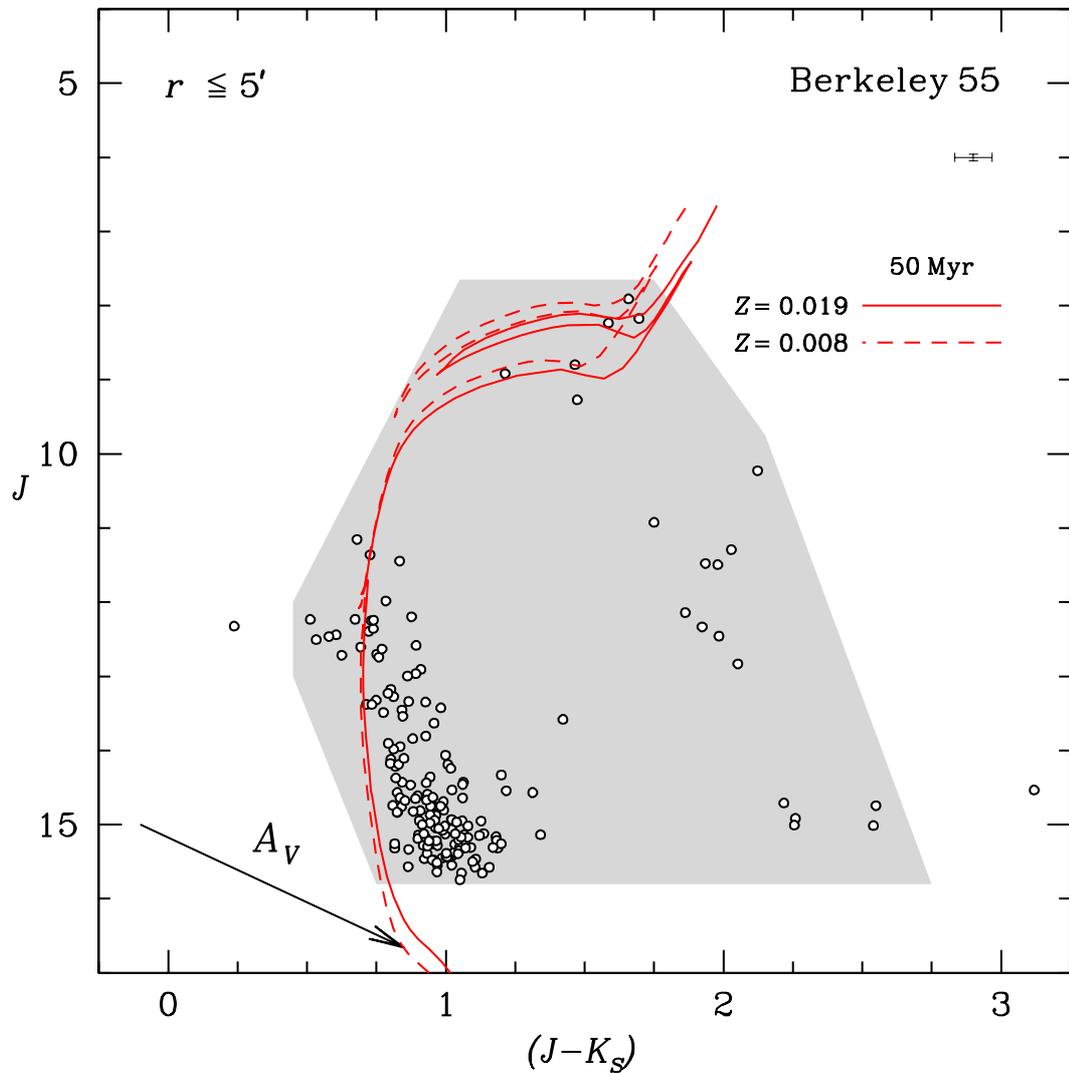


Figura 2.4: Diagrama cor-magnitude $J \times (J - K_s)$ das estrelas dentro de uma área circular de raio 5 arcmin centralizada no aglomerado estelar Berkeley 55 após a descontaminação por estrelas de campo. Curvas isócronas de Padova de idade 5×10^7 anos e metalicidades $Z = 0.008$ e 0.019 foram utilizadas. A área sombreada corresponde ao filtro de cor-magnitude utilizado para a construção do perfil radial de densidade estelar. As barras no canto superior direito representam as incertezas médias.

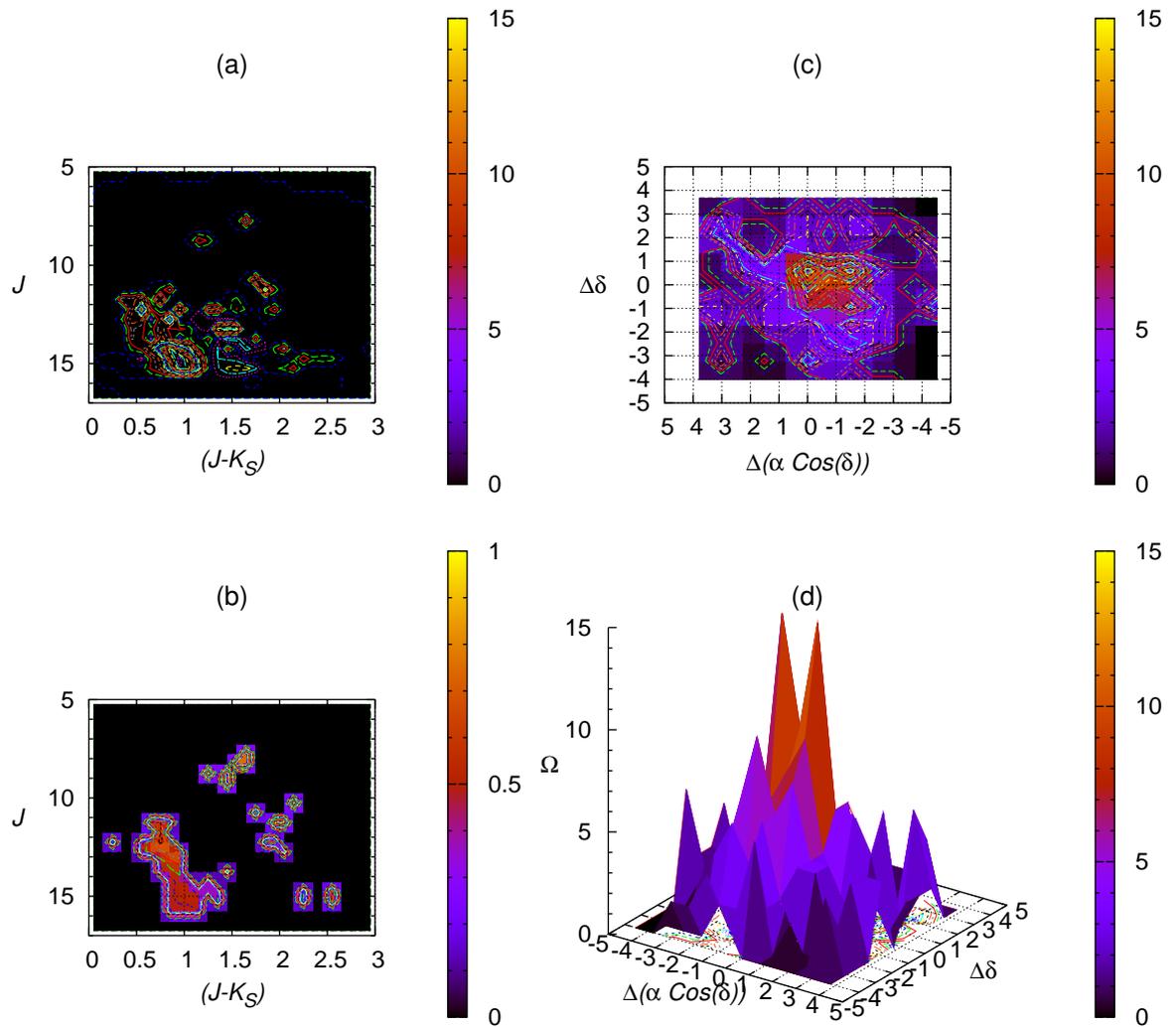


Figura 2.5: Características fotométricas de Berkeley 55 após a descontaminação por estrelas de campo. Painel (a): densidade superficial de estrelas no diagrama cor-magnitude $J \times (J-K_S)$ descontaminado. Painel (b): probabilidade das estrelas membro no diagrama cor-magnitude $J \times (J-K_S)$. Painel (c): densidade superficial de estrelas em isolinhas. Painel (d): densidade superficial de estrelas em relevo.

2.3 Fontes de espalhamento no diagrama cor-magnitude

Aglomerados e associações estelares podem ter suas sequências de evolução estelar alargadas em seus diagramas cor-magnitude devido a fatores como incerteza fotométrica, estrelas binárias, estrelas variáveis, contaminação por estrelas de campo, e o mais importante no caso de aglomerados ainda imersos na sua nuvem progenitora, o avermelhamento diferencial (Bonatto et al. 2012b).

A incerteza fotométrica é função da magnitude, de modo que as estrelas menos brilhantes – que tem magnitudes altas – tem incerteza maior na medida de suas luminosidades. Isto afeta especialmente as estrelas da pré-sequência principal.

A presença de estrelas binárias não resolvidas na observação de um aglomerado resulta em pontos deslocados no diagrama cor-magnitude. A fração de binárias num aglomerado tende a aumentar à medida que o aglomerado evolui dinamicamente. Isso porque as forças de maré da Galáxia arrancam as estrelas de baixa massa da parte externa dos aglomerados.

Estrelas do tipo T Tauri são comuns em aglomerados jovens e, por apresentarem brilho variável, apresentam-se espalhadas num diagrama cor-magnitude. O exame de um diagrama cor-cor permite identificar de modo mais confiável essas estrelas.

O avermelhamento diferencial é o fator mais importante no caso de aglomerados localizados em regiões com grande quantidade de gás e poeira. Ele desloca as estrelas em direção à borda vermelha do diagrama.

Esses fatores atuam de forma cumulativa sobre o brilho observado das estrelas resultando no espalhamento dos pontos nos diagramas cor-magnitude. Entretanto, há um último fator de natureza não-observacional que deve ser levado em conta, o intervalo de tempo ao longo do qual a nuvem molecular esteve formando estrelas provoca nos diagramas um espalhamento de idades.

2.4 Perfis radiais de densidade estelar

Diagramas cor-magnitude de aglomerados jovens ligados e não-ligados gravitacionalmente são indistinguíveis. Diferenças estruturais resultantes de mudanças no potencial gravitacional durante a evolução do aglomerado podem ser identificadas em

perfis radiais de densidade estelar. Aglomerados muito jovens ou com estrelas em dispersão podem apresentar perfis radiais bastante irregulares que não seguem modelos baseados em uma esfera isotérmica (King 1962, Wilson 1975, Elson et al. 1987).

A fim de construir o perfil radial de um aglomerado é necessário definir filtros de cor-magnitude tomando como base a fotometria descontaminada por estrelas de campo (Figura 2.4). Em seguida, estes filtros devem ser aplicados sobre a fotometria não-descontaminada (Figura 2.6). Apenas as estrelas que permanecem dentro da área dos filtros no diagrama cor-magnitude (Figura 2.7) são utilizadas para a construção do perfil radial de densidade estelar (Figura 2.8). Estes utilizam anéis concêntricos dentro dos quais são medidas as densidades superficiais de estrelas. A posição radial de cada ponto no perfil corresponde à posição de maior densidade dentro de cada anel.

Os parâmetros estruturais (Tabela 2.2) são obtidos a partir do ajuste ao perfil de um modelo do tipo King (1962) da forma:

$$\Omega(r) = \Omega_{bg} + \frac{\Omega_0}{1 + \left(\frac{r}{r_n}\right)^2} \quad (2.2)$$

com um algoritmo³ de ajuste não-linear que utiliza as incertezas em $\Omega(r)$ como pesos. Sendo que Ω_{bg} é densidade superficial de estrelas do fundo (no caso, estimado na região anelar delimitada por $r = 50-100$ arcmin em torno de Berkeley 55 e mantida constante no ajuste), Ω_0 é densidade superficial de estrelas no centro do aglomerado, e r_n é o raio do núcleo, a posição em que a densidade superficial cai pela metade do valor no centro.

³*Nonlinear Least Squares Regression* (<http://statpages.org/nonlin.html>)

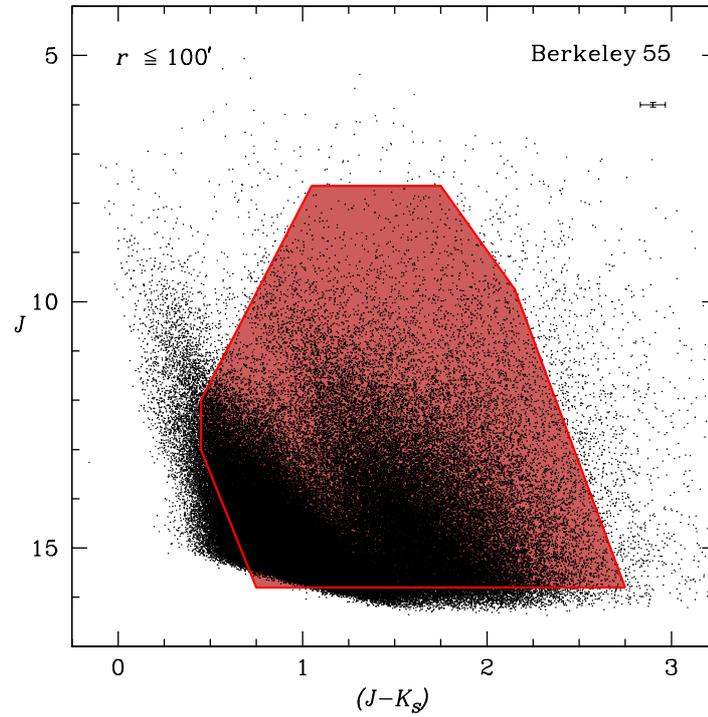


Figura 2.6: Aplicação do filtro de cor-magnitude (Figura 2.4) ao diagrama $J \times (J-K_S)$ das estrelas dentro de um círculo de raio 100 arcmin centralizado em Berkeley 55. As barras no canto superior direito representam as incertezas médias.

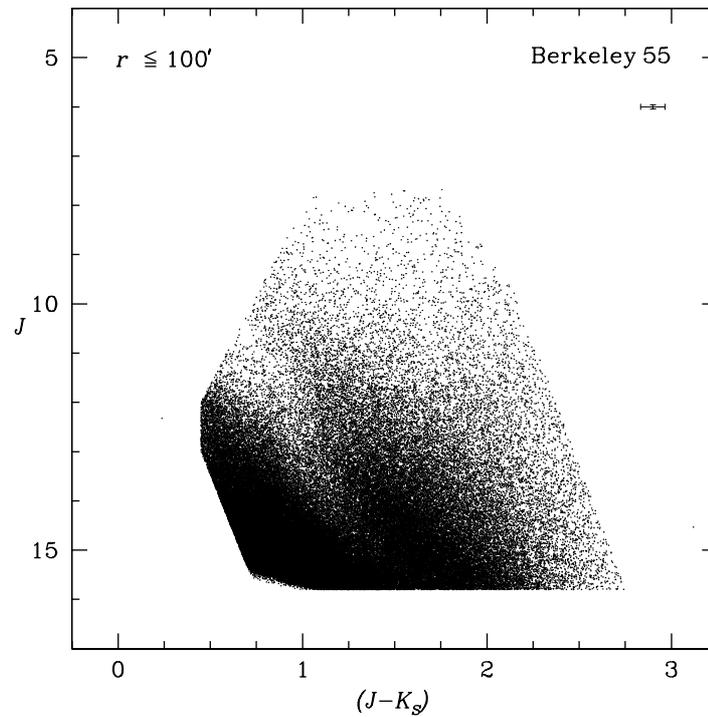


Figura 2.7: Diagrama cor-magnitude $J \times (J-K_S)$ das estrelas dentro de um círculo de raio 100 arcmin centralizado em Berkeley 55. As barras no canto superior direito representam as incertezas médias.

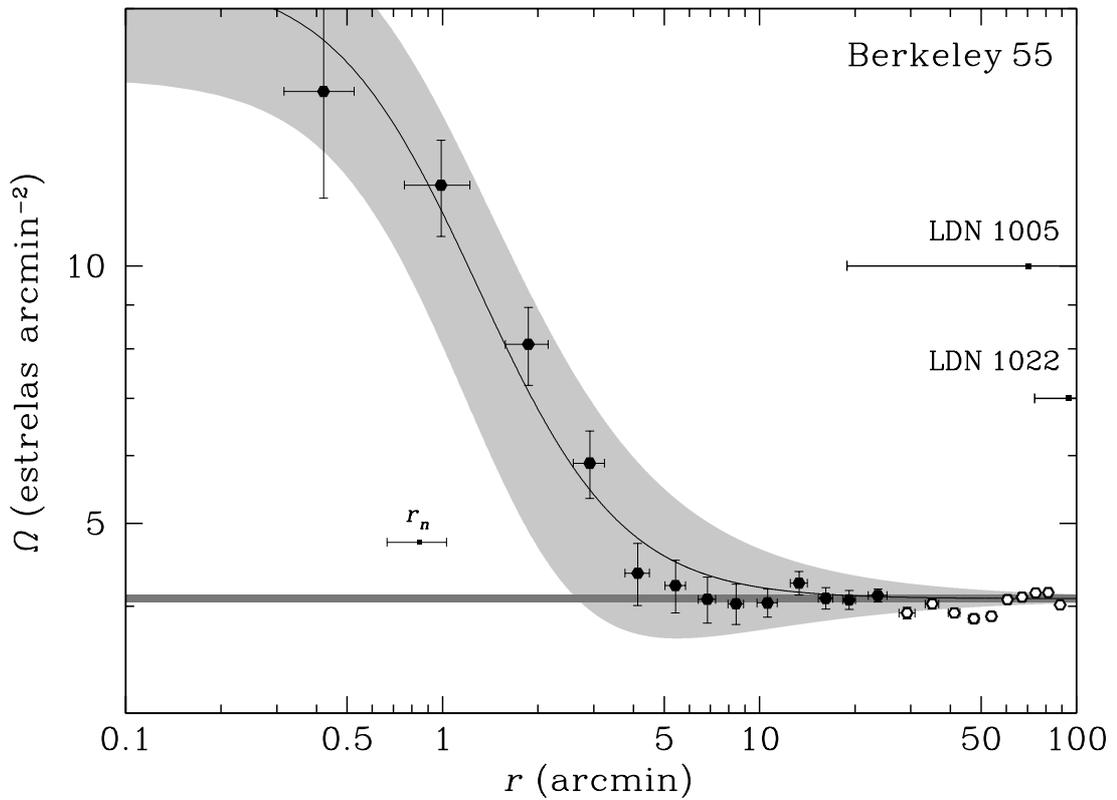


Figura 2.8: Perfil radial de densidade estelar de Berkeley 55. A curva ajustada por um modelo do tipo King (Equação 2.2) é representada pela linha contínua e a área cinza ao longo dela representa a incerteza do ajuste. O raio do núcleo (r_n) está indicado e os pontos vazados não foram utilizados no ajuste. A faixa cinza na parte inferior representa a densidade superficial de estrelas do fundo com $\pm 3\sigma$. As posições das nebulosas escuras LDN 1005 e LDN 1022 também estão indicadas.

Tabela 2.2: Parâmetros estruturais do aglomerado estelar Berkeley 55 obtidos por meio do ajuste de um modelo do tipo King (Equação 2.2).

Berkeley 55			
Ω_{bg}	Ω_0	r_n	R_n
(estrelas arcmin $^{-2}$)	(estrelas arcmin $^{-2}$)	(arcmin)	(pc)
(1)	(2)	(3)	(4)
4.08 ± 0.01	17.81 ± 5.29	0.8 ± 0.2	0.9 ± 0.2

Notas da tabela. (1) Densidade projetada de estrelas do fundo; (2) densidade projetada de estrelas no centro; (3) raio angular do núcleo; (4) raio linear do núcleo.

CAPÍTULO 3

FORMAÇÃO ESTELAR SEQUENCIAL EM SH2-132¹

3.1 Introdução

Usando dados do *2MASS*, foram analisados seis aglomerados na área da região HII Sh2-132 (Sharpless 1959) projetada na direção da grande associação Cepheus OB1. Dois desses aglomerados já haviam sido catalogados – Teutsch 127 e Berkeley 94 – e os outros quatro foram descobertos por Saurin et al. (2010), tendo sido designados SBB 1, SBB 2, SBB 3 e SBB 4.

A presença destes aglomerados na área de Sh2-132 foi constatada pela inspeção visual de imagens fotométricas e confirmada pela construção de diagramas cor-magnitude e perfis radiais de densidade estelar. Aglomerados são caracterizados por estrelas de idades e metalicidades similares, além de apresentarem densidades de estrelas maiores em comparação ao fundo.

A figura 3.1 mostra uma imagem de Sh2-132 destacando os aglomerados citados e as nebulosas escuras LDN 1150, LDN 1154 e LDN 1161 (Lynds 1962). A área de extração para análise fotométrica de cada um dos aglomerados está delimitada por um círculo cujo raio e coordenadas centrais estão listados na Tabela 3.1. Para Teutsch 127 e Berkeley 94 foram mantidas as coordenadas disponíveis na base de dados *Set of Identifications, Measurements and Bibliography for Astronomical Data* (*SIMBAD*², Wenger et al. 2000, Oberto et al. 2006).

¹Baseado em Saurin et al. (2010)

²<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad>

A figura 3.2 destaca os aglomerados centrais de Sh2-132 – Teutsch 127, SBB 1 e SBB 2 – incluindo a estrela WR 153ab. Percebe-se que o aglomerado SBB 1 é quase que totalmente invisível quando observado através do filtro azul, aparece associado a um arco-de-choque no gás quando observado através do filtro vermelho (Figura 3.3), mas somente revela seu conteúdo estelar com clareza quando observado na banda K_S do *2MASS* (Figura 3.4). Os demais aglomerados na área de Sh2-132 são mostrados na figuras 3.5-3.8.

Sh2-132 se caracteriza como um grande complexo de jovens aglomerados ainda imersos no gás. Uma análise da sua emissão no contínuo do rádio (Harten et al. 1978) indicou sua natureza gigante e evoluída – diâmetro de 42 pc (sendo que os autores assumiram uma distância ao Sol de $d_{\odot} = 3.18$ kpc), baixa densidade eletrônica (7 cm^{-3}) e massa de gás ionizado da ordem de $10^4 M_{\odot}$. Duas estrelas do tipo Wolf-Rayet (Seção 1.5), WR 152 e WR 153ab, ionizam o gás (Tabela 3.2). Observações nos comprimentos de onda do rádio e do óptico revelaram uma bolha de hidrogênio neutro circundando a casca de gás ionizado de WR 152, e a ocorrência de fotodissociação na interface entre o gás ionizado e o gás molecular em torno de WR 153ab (Cappa et al. 2008). Além das Wolf-Rayet, há várias estrelas dos tipos-O e B integrando os aglomerados Teutsch 127 e Berkeley 94 (Tabela 3.3).

Tabela 3.1: Aglomerados estelares na área da região HII Sh2-132 (Saurin et al. 2010). As coordenadas de Teutsch 127 e Berkeley 94 são da base de dados *SIMBAD*.

Aglomerado	l	b	α	δ	r
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)
Teutsch 127	102°81	-0°67	22 ^h 19 ^m 00 ^s 0	56°07'25"0	1'5
SBB 1	102°81	-0°71	22 ^h 19 ^m 08 ^s 2	56°05'17"5	0'4
SBB 2	102°78	-0°70	22 ^h 18 ^m 56 ^s 7	56°05'10"9	0'5
Berkeley 94	103°13	-1°18	22 ^h 22 ^m 54 ^s 3	55°52'24"0	2'0
SBB 3	102°23	-0°86	22 ^h 16 ^m 24 ^s 1	55°37'37"0	0'8
SBB 4	103°58	-0°60	22 ^h 23 ^m 24 ^s 3	56°36'27"0	1'5

Notas da tabela. (1) Identificação do aglomerado; (2) longitude galáctica; (3) latitude galáctica; (4) ascensão reta (J2000); (5) declinação (J2000); (6) raio da área de extração para a construção dos diagramas cor-magnitude descontaminados.

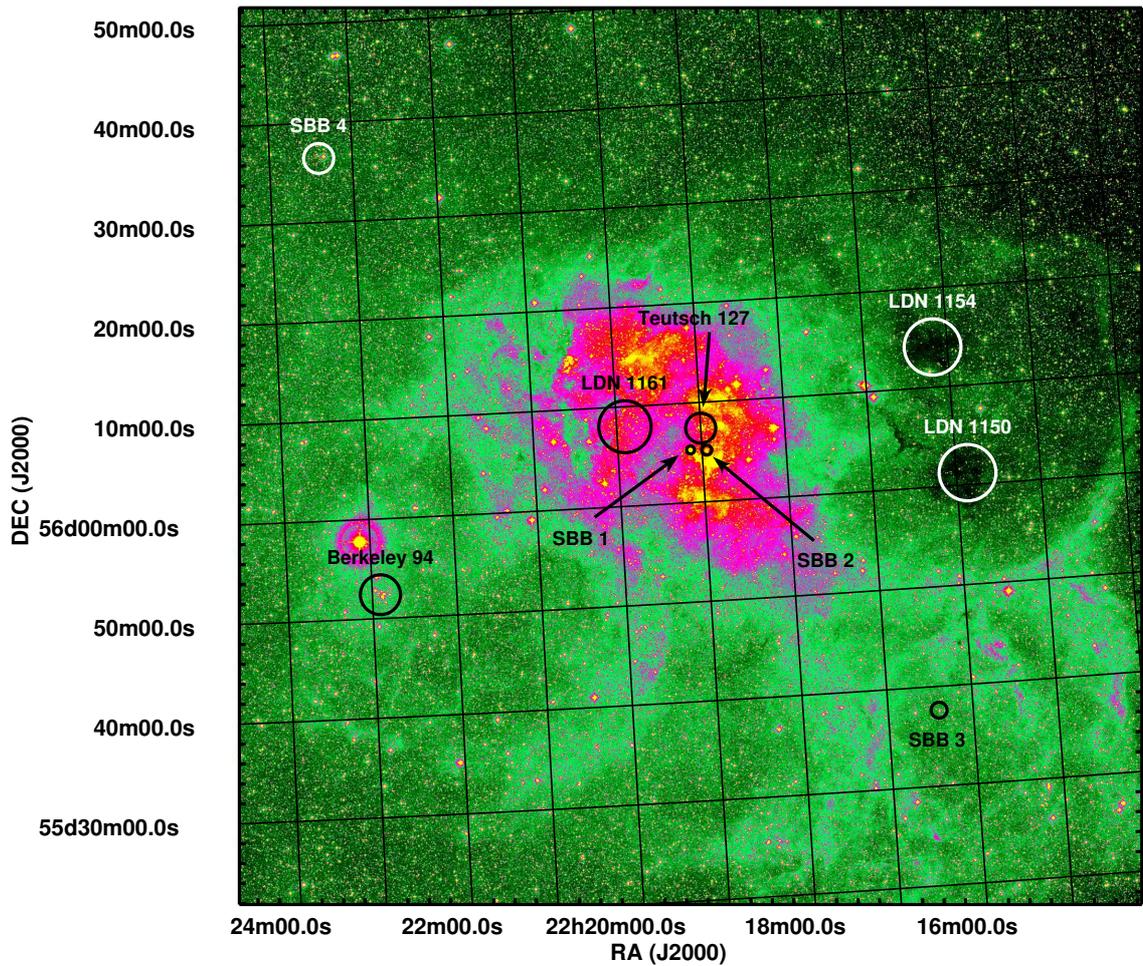


Figura 3.1: Imagem do complexo Sh2-132 em cores falsas na banda R (Fonte: *DSS*). Os círculos delimitam as áreas de extração da fotometria dos aglomerados (Tabela 3.1). As nebulosas escuras na área são indicadas por círculos de raios $2.83'$ para LDN 1150 e LDN 1154, e $2.62'$ para LDN 1161.

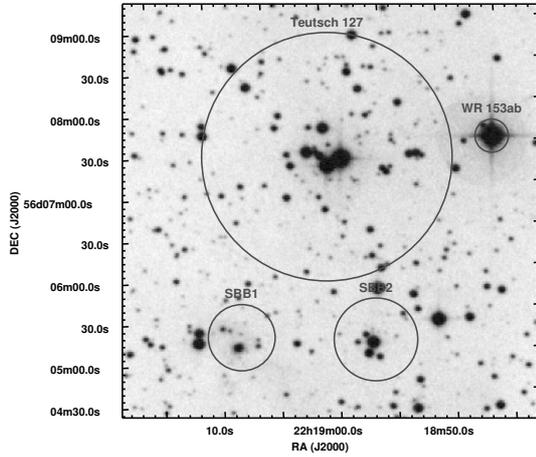


Figura 3.2: Imagem da área central do complexo Sh2-132 observada na banda B (Fonte: *DSS*). O aglomerado SBB1 está quase invisível nesta faixa de comprimentos de onda. Os raios dos círculos são dados na tabela 3.1.

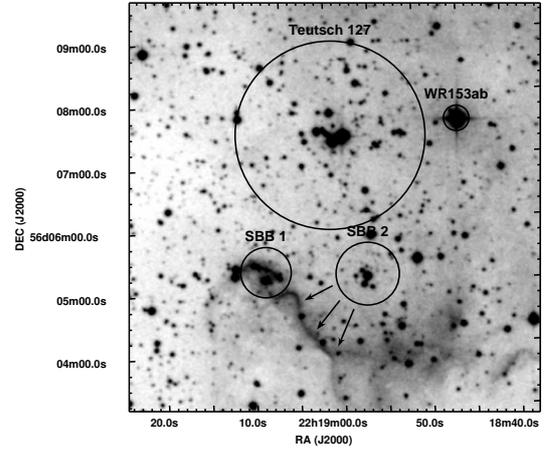


Figura 3.3: Imagem da área central do complexo Sh2-132 observada na banda R (Fonte: *DSS*). SBB1 permanece oculto pela emissão do gás no que parece ser um arco-de-choque (indicado por setas) provocado por SBB2.

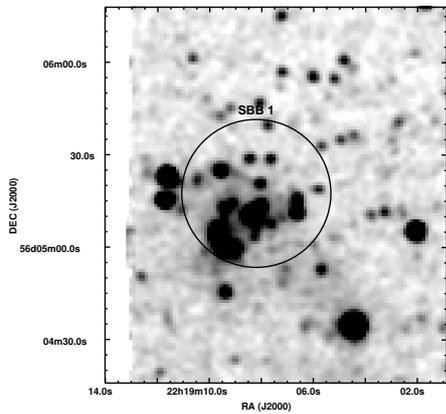


Figura 3.4: Imagem na banda K_S do *2MASS* revelando o conteúdo estelar do aglomerado estelar SBB1.

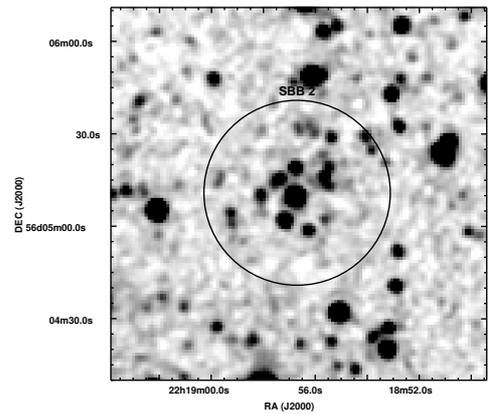


Figura 3.5: Imagem do aglomerado estelar SBB2 na banda K_S do *2MASS*.

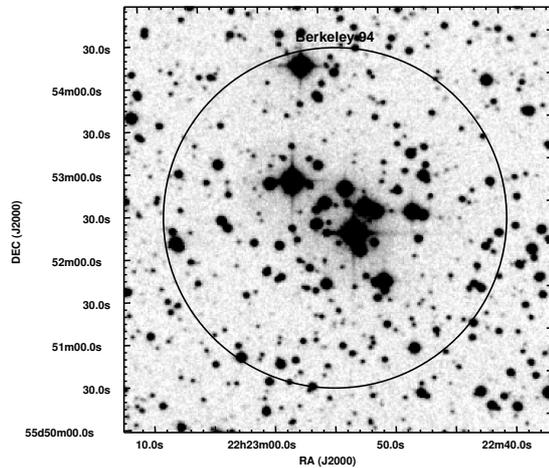


Figura 3.6: Imagem do aglomerado estelar Berkeley 94 observado na banda R (Fonte: DSS). O raio do círculo é dado na tabela 3.1.

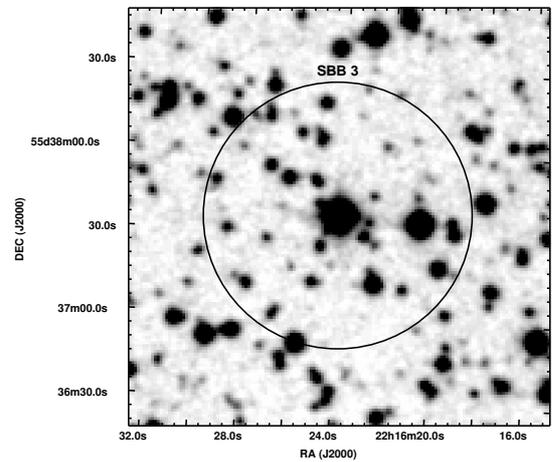


Figura 3.7: Imagem do aglomerado estelar SBB 3 que circunda WR 152 observado na banda R (Fonte: DSS). O raio do círculo é dado na tabela 3.1.

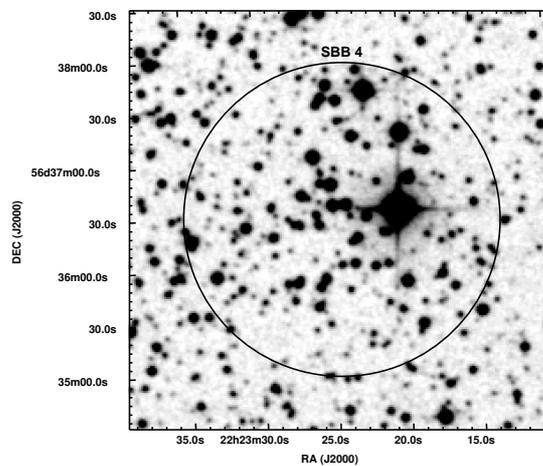


Figura 3.8: Imagem do aglomerado estelar SBB 4 observado na banda R (Fonte: DSS). O raio do círculo é dado na tabela 3.1. A estrela mais brilhante é HD 239944 com tipo espectral F8. SBB 4 não pertence ao complexo de Sh2-132.

Tabela 3.2: Estrelas Wolf-Rayet na área da região HII Sh2-132 (van der Hucht 2001).

Estrela	α	δ	A_V	d (kpc)	TE
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)
WR 152, HD 211564	22 ^h 16 ^m 24 ^s .1	55°37'37"	1.62	2.75	WN3(h)-w
WR 153ab, HD 211853	22 ^h 18 ^m 45 ^s .6	56°07'37"	2.28	2.75	WN6o+O6I

Notas da tabela. (1) Identificação da estrela; (2) ascensão reta (J2000); (3) declinação (J2000); (4) absorção na banda V ; (5) distância heliocêntrica; (6) tipo espectral (Hamann et al. 2006, Smith et al. 1996).

Tabela 3.3: Estrelas dos tipos-O e B relacionadas aos aglomerados estelares na área da região HII Sh2-132 (*SIMBAD*).

Estrela	α	δ	TE	V	Aglomerado
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)
BD+55 2722 ¹	22 ^h 18 ^m 59 ^s .1	56°07'23"	O9V	9.54	Teutsch 127
TYC 3986-3487-1	22 ^h 18 ^m 59 ^s .9	56°07'19"	B	10.60	Teutsch 127
BD+55 2736	22 ^h 22 ^m 52 ^s .7	55°52'13"	B	9.67	Berkeley 94
TYC 3986-545-1	22 ^h 22 ^m 51 ^s .7	55°52'31"	B	11.59	Berkeley 94
TYC 3986-1890-1	22 ^h 22 ^m 57 ^s .6	55°52'51"	B	10.22	Berkeley 94
TYC 3986-695-1	22 ^h 22 ^m 47 ^s .8	55°52'26"	B5	12.28	Berkeley 94
TYC 3986-1138-1	22 ^h 22 ^m 50 ^s .4	55°51'38"	O6	12.14	Berkeley 94

Notas da tabela. (1) Identificação da estrela; (2) ascensão reta (J2000); (3) declinação (J2000); (4) tipo espectral; (5) magnitude absoluta na banda V ; (6) aglomerado ao qual está relacionada. ¹BD+55 2722 é uma binária com tipo espectral da companheira desconhecido.

3.2 Análise fotométrica

A fotometria de todos os aglomerados estelares identificados neste estudo na área de Sh2-132 foi analisada por meio de diagramas cor-magnitude $J \times (J-H)$ e $J \times (J-K_S)$ (Figuras 3.9-3.14) e cor-cor $(H-K_S)_0 \times (J-H)_0$ (Figura 3.15).

O procedimento de remoção das estrelas de campo da fotometria dos aglomerados (Seção 2.2) teve eficiência de 93.6 ± 5.0 por cento para Teutsch 127, 26.4 ± 33.3 por cento para SBB 2, 87.1 ± 3.7 por cento para Berkeley 94, 92.1 ± 2.4 por cento para SBB 3 e 90.9 ± 7.5 por cento SBB 4. Nenhuma estrela foi removida da área de SBB 1.

Foi constatada a presença de estrelas da sequência principal e da pré-sequência principal em todos os aglomerados da amostra. Teutsch 127 (Figura 3.9) e Berkeley 94 (Figura 3.12) são os mais populosos e tem suas sequências principais mais bem definidas. Em particular, Teutsch 127 e SBB 4 (Figura 3.14) parecem ter algumas estrelas Herbig Ae/Be (Seção 1.4.3) localizadas na região $(J-K_S) > 0.75$ e $J < 12$ dos respectivos diagramas cor-magnitude.

Curvas isócronas de 1×10^6 anos e metalicidade solar (Marigo et al. 2008 e referências nele contidas) foram posicionadas sobre a sequência principal de cada diagrama resultante da descontaminação por estrelas de campo (Seção 2.2). Conforme o caso, também foram posicionadas sobre a pré-sequência principal de cada diagrama, curvas isócronas de 2×10^5 , 1×10^6 , 2×10^6 , 3×10^6 , 5×10^6 e 10^7 anos (Siess et al. 2000). Os parâmetros fundamentais estimados foram o excesso de cor, o módulo da distância e a absorção (Tabela 3.4), e a distância heliocêntrica $d_{\odot} = 3.6 \pm 0.1$ kpc (em concordância com estimativas obtidas em outros estudos, e.g. Foster & Roughtledge 2003). Esta distância localiza Sh2-132 no braço de Órion-Cisne da Galáxia (Momany et al. 2008). Somente o aglomerado SBB 4 parece estar mais perto do Sol ($d_{\odot} = 2.3 \pm 0.1$ kpc) e, portanto, não deve fazer parte do complexo Sh2-132.

Embora a estrela TYC 3986-341-1 seja apresentada na base de dados *SIMBAD* como membro do aglomerado Berkeley 94 e persista no diagrama cor-magnitude após a descontaminação por estrelas de campo (Figura 3.12), ela não pode ser parte de um aglomerado tão jovem pois é do tipo G8III. De fato, a derivação do seu módulo da distância a partir de suas magnitudes nas bandas B e V disponíveis na base de dados *SIMBAD* revela que TYC 3986-341-1 está bem mais próxima do Sol do que Berkeley 94.

Valores da absorção (Tabela 3.5) obtidos com mapas de emissão da poeira no infravermelho (Schlegel et al. 1998) revelam as variações do avermelhamento em grande escala na nuvem, especialmente a diferença entre as áreas dos aglomerados centrais e os demais. As nebulosas escuras LDN 1150 e LDN 1154 parecem estar dentro de uma grande bolha (Figura 3.1), embora a área de LDN 1161, perto do centro de Sh2-132, tenha maior absorção. Os valores de absorção na direção dos aglomerados são mais altos do que os estimados com os diagramas cor-magnitude (Tabela 3.4) devido às colunas de poeira ao fundo no plano da Galáxia.

A figura 3.15 mostra os diagramas cor-cor intrínsecos $(H-K_S)_0 \times (J-H)_0$ para as estrelas da pré-sequência principal dos aglomerados na área de Sh2-132. Os valores dos parâmetros da tabela 3.4 foram utilizados para obter as magnitudes e cores intrínsecas

Tabela 3.4: Parâmetros fundamentais estimados para os aglomerados estelares na área de Sh2-132 (Saurin et al. 2010). As incertezas médias são de 0.01 para os excessos de cor, 0.05 para o módulo da distância, e 0.10 para as absorções.

Aglomerado	$E(J-H)$	$E(J-K_S)$	$E(H-K_S)$	$(m-M)J$	A_J	$E(B-V)$	A_V	idade (10^6 anos)
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)
Teutsch 127	0.26	0.41	0.15	13.50	0.71	0.83	2.58	5
SBB 1	0.80	1.25	0.46	15.00	2.19	2.56	7.94	3
SBB 2	0.35	0.55	0.20	13.75	0.96	1.12	3.47	5
Berkeley 94	0.22	0.34	0.13	13.39	0.60	0.70	2.18	5
SBB 3	0.30	0.47	0.17	13.61	0.82	0.96	2.98	10
SBB 4	0.35	0.55	0.20	12.75	0.96	1.12	3.47	10

Notas da tabela. (1) Identificação do aglomerado; (2) excesso de cor $E(J-H)$; (3) excesso de cor $E(J-K_S)$; (4) excesso de cor $E(H-K_S)$; (5) módulo da distância; (6) absorção na banda J ; (7) excesso de cor $E(B-V)$; (8) absorção na banda V ; (9) idade.

destas estrelas. Uma comparação com o *locus* das T Tauri clássicas (Meyer et al. 1997) revela que somente algumas poucas estrelas da presente amostra são do tipo T Tauri. Uma outra comparação com a sequência padrão das estrelas anãs (Bessell & Brett 1988) revela a presença de algumas destas estrelas em todos os aglomerados, especialmente em Berkeley 94, Teutsch 127 e SBB 4.

O excesso em $(H-K_S)_0$ observado nos diagramas cor-cor para algumas estrelas sugere que estas possuem discos circumestelares, que costumam estar presentes nas T Tauri clássicas (Furlan et al. 2009). Estes discos se dissipam em $\sim 10^6$ anos quando essas estrelas evoluem para T Tauri fracas e a formação de planetas gigantes gasosos chega ao fim.

A comparação do diagrama cor-magnitude de Teutsch 127, levando em conta as absorções e as distâncias, com um diagrama cor-magnitude modelo (Figura 3.16) construído para o aglomerado Chamaeleon I (Luhman 2007, 2008 e referências lá apresentadas), revela que em Teutsch 127, os tipos espectrais das estrelas da pré-sequência principal estão distribuídos entre B6 (a mais azul) e M4 (a mais vermelha), enquanto em SBB 2, eles estão entre G5 e M4. Nos outros aglomerados esta distribuição é mais restrita. Parece haver estrelas dos tipos (i) B6 e G5 em SBB 1, (ii) F0, G8 e K3 em SBB 3, (iii) F0, G8, e K3 em SBB 4, e (iv) G7 e G9 em Berkeley 94. O limite inferior de tipo-M4 é consequência do limite observacional do *2MASS*.

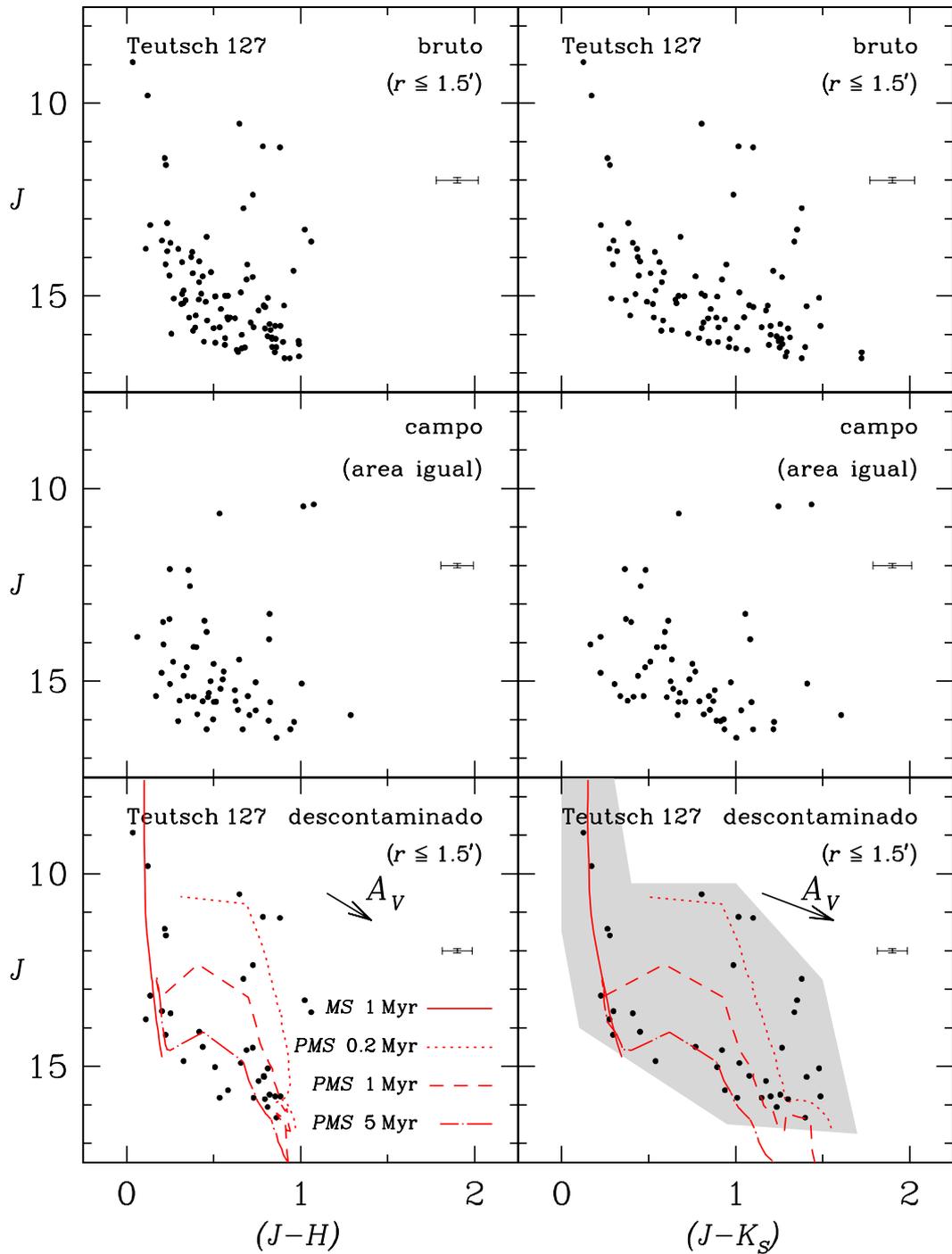


Figura 3.9: Diagramas cor-magnitude do aglomerado Teutsch 127. Painéis superiores: fotometria observada dentro de um círculo de raio $r \leq 1.5$ arcmin. Painéis intermediários: fotometria de uma amostra do campo dentro de uma área igual à do aglomerado. Painéis inferiores: diagramas do aglomerado após a descontaminação por estrelas de campo. Isócronas da *MS* de 1×10^6 anos e da *PMS* de 2×10^5 , 1×10^6 e 5×10^6 anos foram utilizadas. As setas representam o vetor de avermelhamento; as barras, as incertezas médias dos pontos e; a área sombreada, o filtro de cor-magnitude.

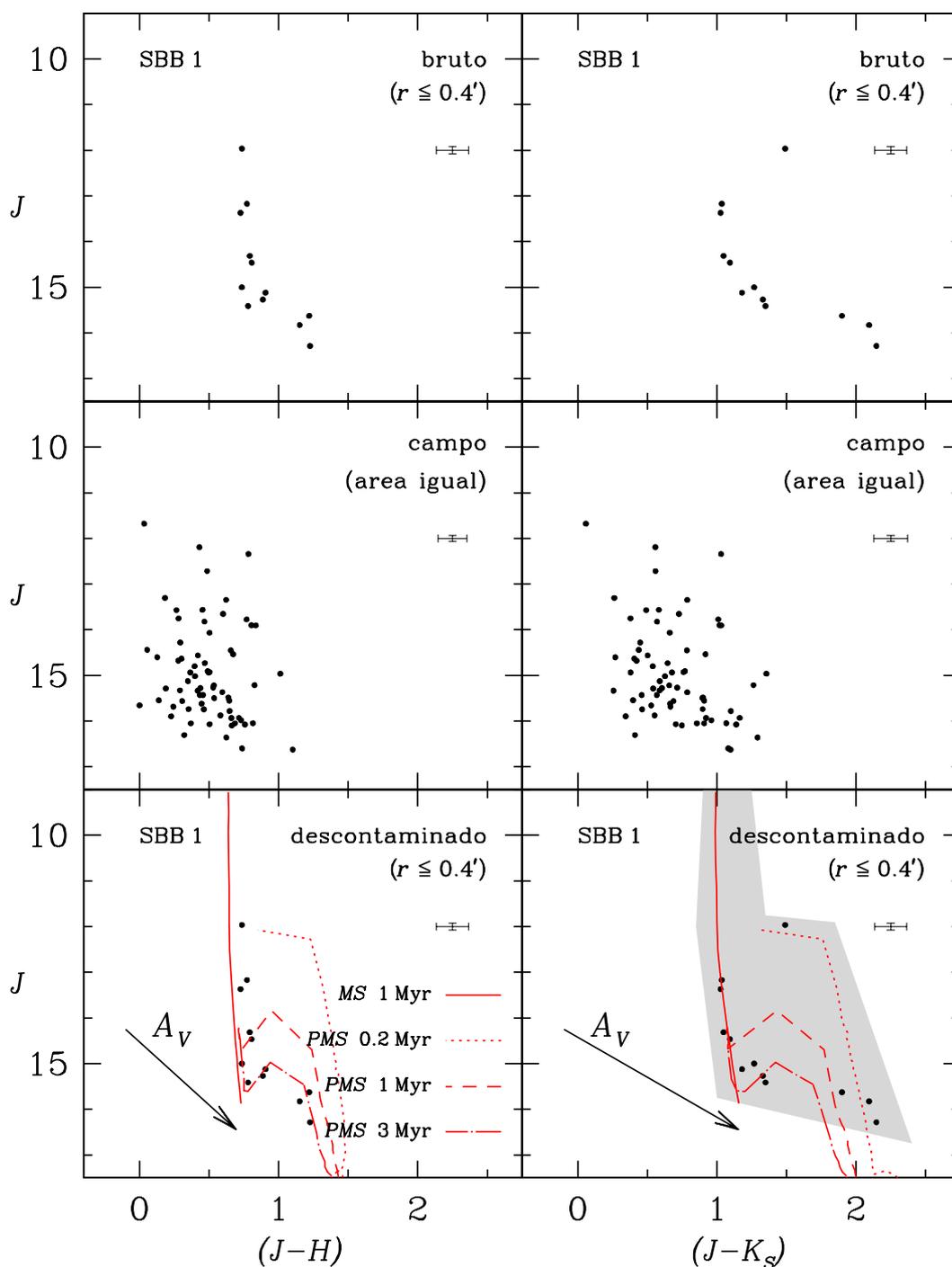


Figura 3.10: Diagramas cor-magnitude do aglomerado SBB 1. Painéis superiores: fotometria observada dentro de um círculo de raio $r \leq 0.4$ arcmin. Painéis intermediários: fotometria de uma amostra do campo dentro de uma área igual à do aglomerado. Painéis inferiores: diagramas do aglomerado após a descontaminação por estrelas de campo. Isócronas da *MS* de 1×10^6 anos e da *PMS* de 2×10^5 , 1×10^6 e 3×10^6 anos foram utilizadas. As setas representam o vetor de avermelhamento; as barras, as incertezas médias dos pontos e; a área sombreada, o filtro de cor-magnitude.

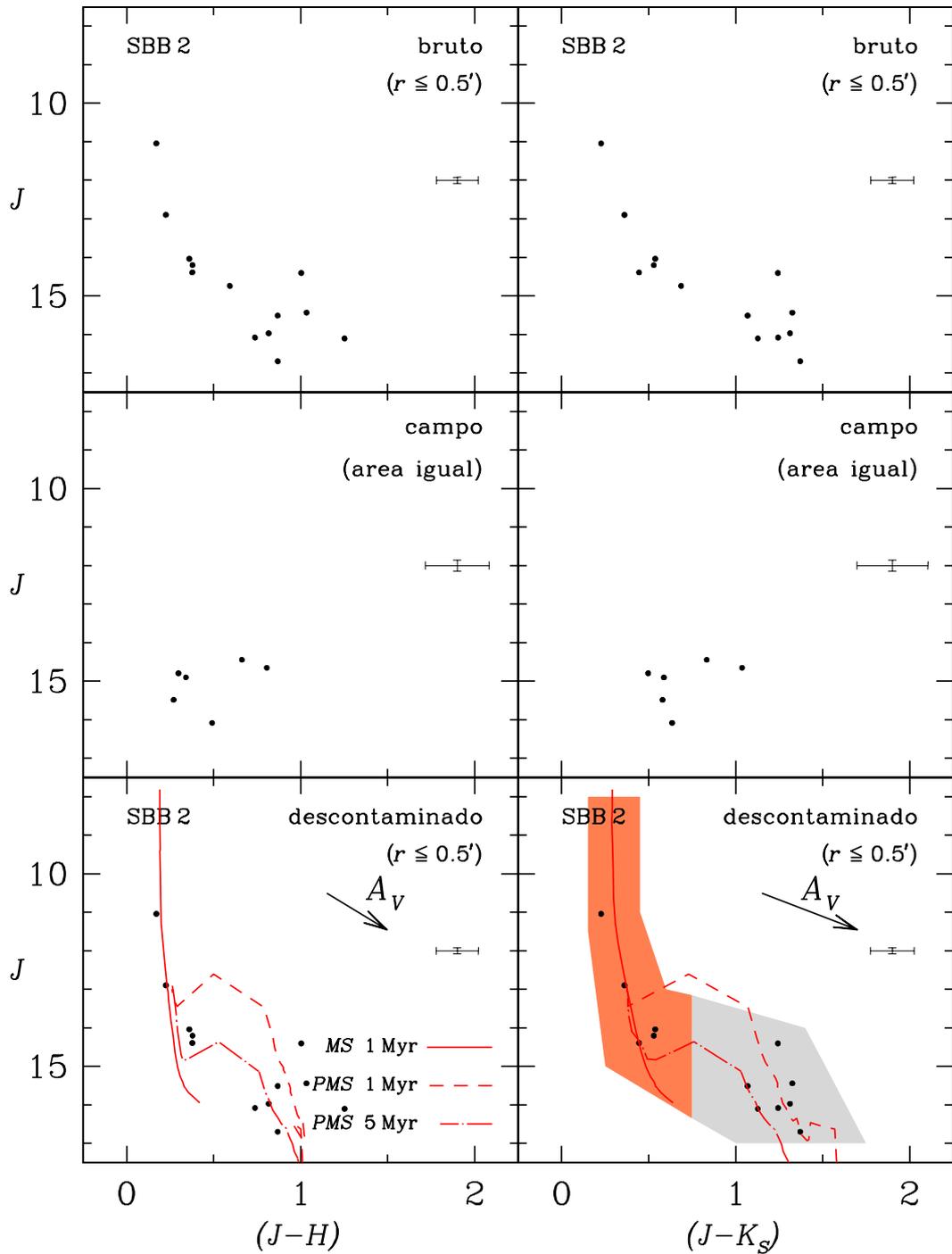


Figura 3.11: Diagramas cor-magnitude do aglomerado SBB 2. Painéis superiores: fotometria observada dentro de um círculo de raio $r \leq 0.5$ arcmin. Painéis intermediários: fotometria de uma amostra do campo dentro de uma área igual à do aglomerado. Painéis inferiores: diagramas do aglomerado após a descontaminação por estrelas de campo. Isócronas da *MS* de 1×10^6 anos e da *PMS* de 1×10^6 e 5×10^6 anos foram utilizadas. As setas representam o vetor de avermelhamento e as barras, as incertezas médias dos pontos. Área vermelha: filtro de cor-magnitude para as estrelas da *MS*. Área cinza: filtro de cor-magnitude para as estrelas da *PMS*.

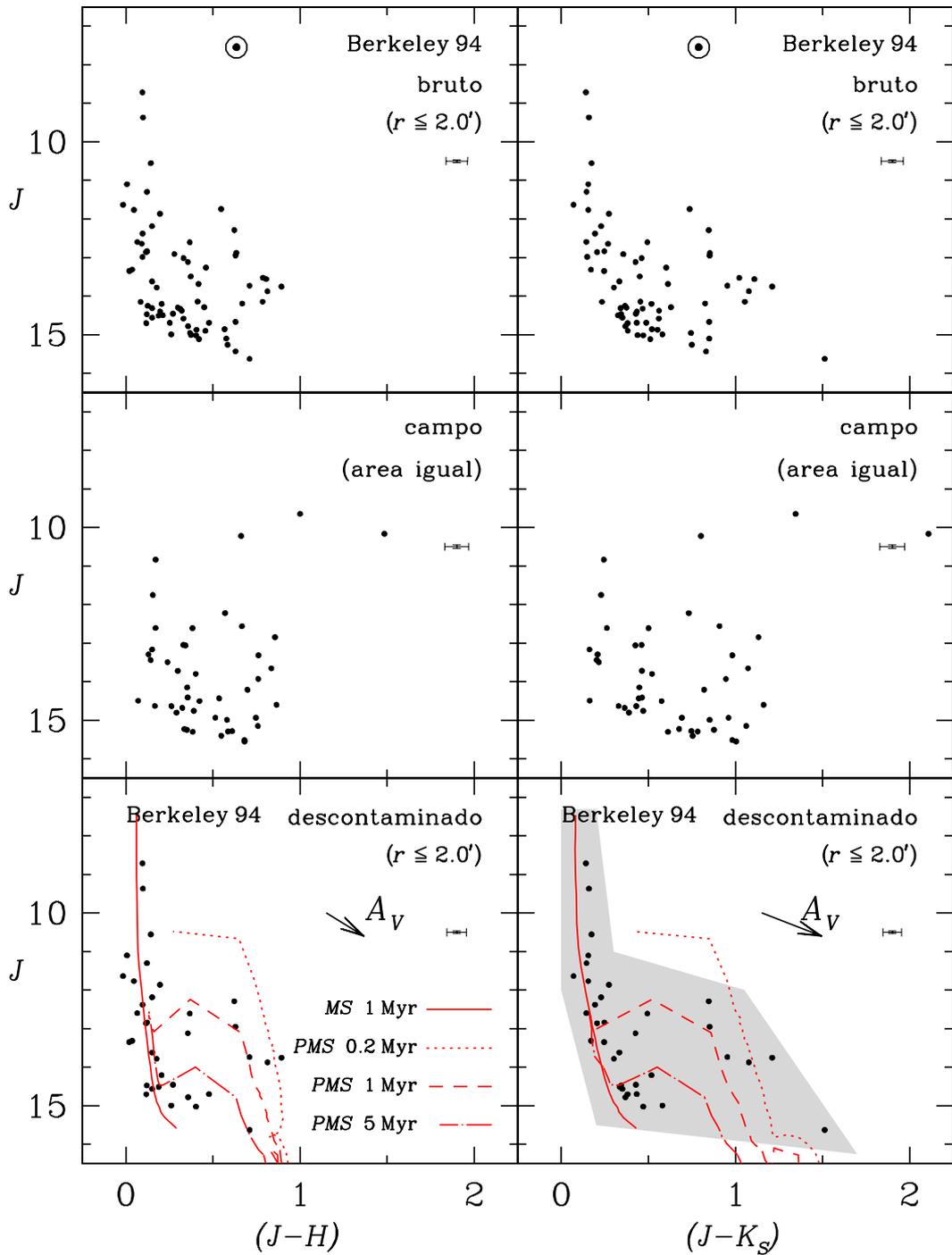


Figura 3.12: Diagramas cor-magnitude do aglomerado Berkeley 94. Painéis superiores: fotometria observada dentro de um círculo de raio $r \leq 2.0$ arcmin. Painéis intermediários: fotometria de uma amostra do campo dentro de uma área igual à do aglomerado. Painéis inferiores: diagramas do aglomerado após a descontaminação por estrelas de campo. Isócronas da *MS* de 1×10^6 anos e da *PMS* de 2×10^5 , 1×10^6 e 5×10^6 anos foram utilizadas. As setas representam o vetor de avermelhamento; as barras, as incertezas médias dos pontos; a área sombreada, o filtro de cor-magnitude e; os pontos circulados, a estrela TYC 3986-341-1.

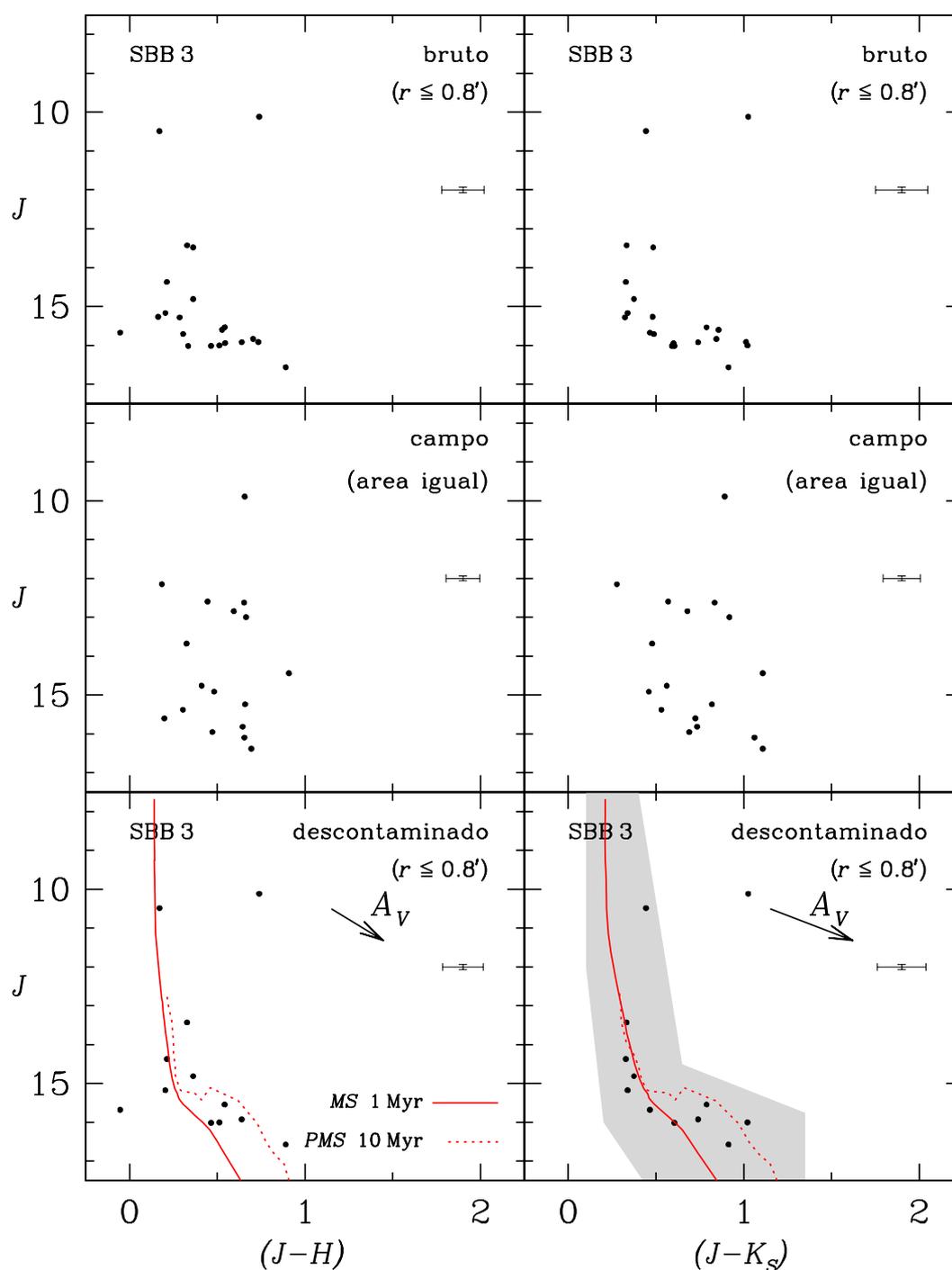


Figura 3.13: Diagramas cor-magnitude do aglomerado SBB 3. Painéis superiores: fotometria observada dentro de um círculo de raio $r \leq 0.8$ arcmin. Painéis intermediários: fotometria de uma amostra do campo dentro de uma área igual à do aglomerado. Painéis inferiores: diagramas do aglomerado após a descontaminação por estrelas de campo. Isócronas da *MS* de 1×10^6 anos e da *PMS* de 10^7 anos foram utilizadas. As setas representam o vetor de avermelhamento; as barras, as incertezas médias dos pontos e; a área sombreada, o filtro de cor-magnitude.

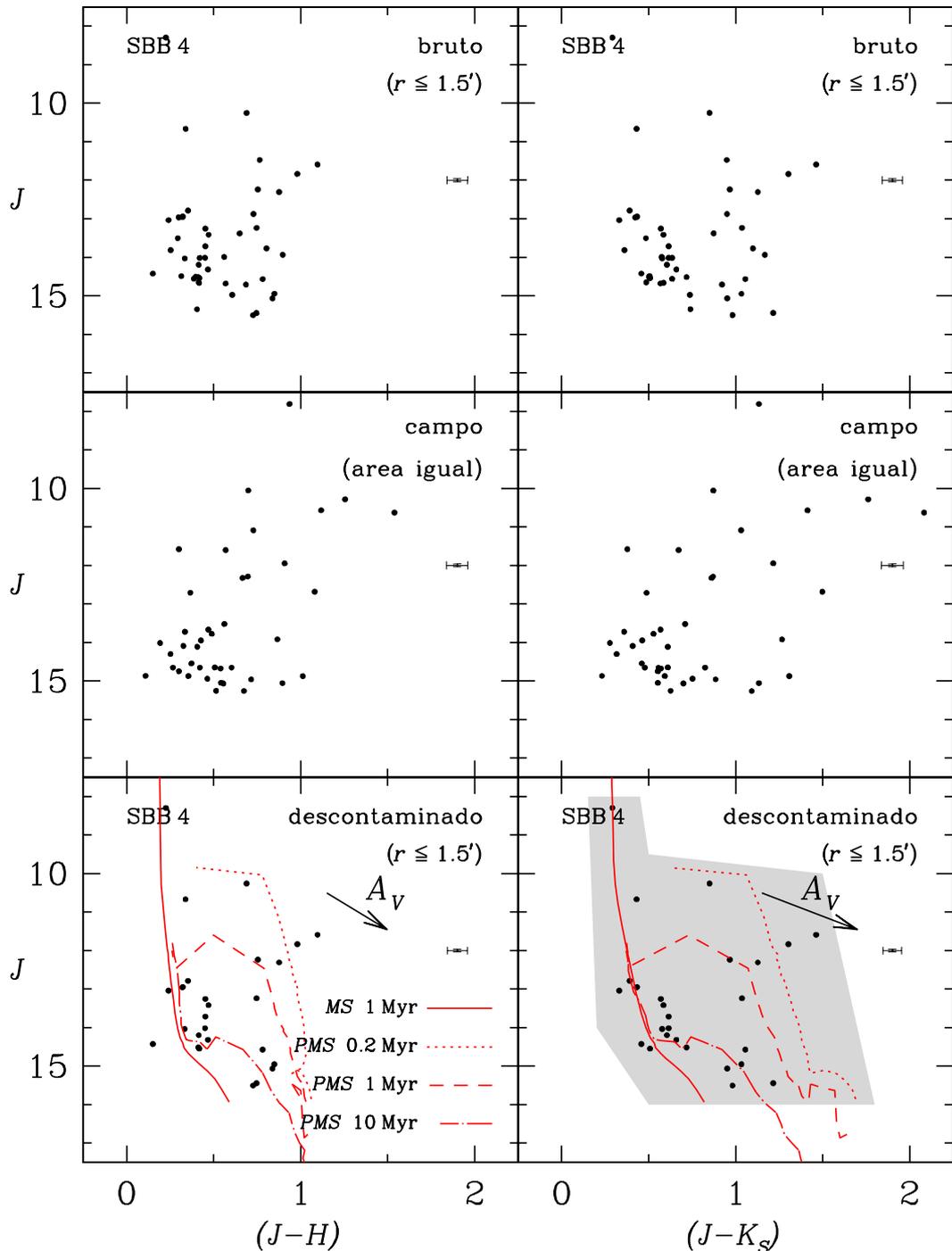


Figura 3.14: Diagramas cor-magnitude do aglomerado SBB 4. Painéis superiores: fotometria observada dentro de um círculo de raio $r \leq 1.5$ arcmin. Painéis intermediários: fotometria de uma amostra do campo dentro de uma área igual à do aglomerado. Painéis inferiores: diagramas do aglomerado após a descontaminação por estrelas de campo. Isócronas da *MS* de 1×10^6 anos e da *PMS* de 2×10^5 , 1×10^6 e 10×10^6 anos foram utilizadas. As setas representam o vetor de avermelhamento; as barras, as incertezas médias dos pontos; e a área sombreada, o filtro de cor-magnitude.

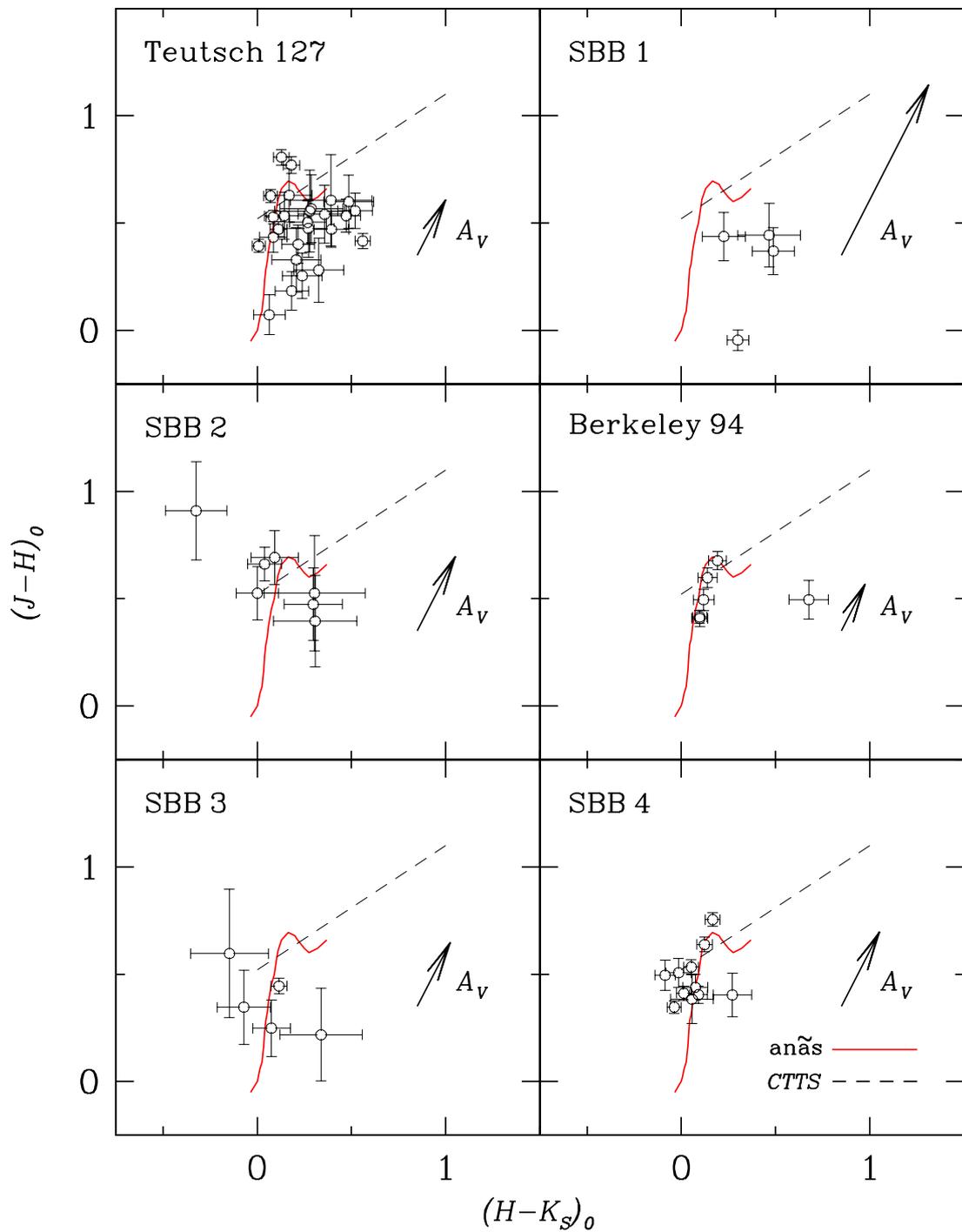


Figura 3.15: Diagramas cor-cor $(H-K_s)_0 \times (J-H)_0$ para as estrelas da pré-sequência principal (círculos vazados) dos aglomerados na área de Sh2-132. A linha tracejada representa o *locus* das estrelas T Tauri clássicas e a linha contínua representa o ramo das estrelas anãs. As setas representam os respectivos vetores de avermelhamento.

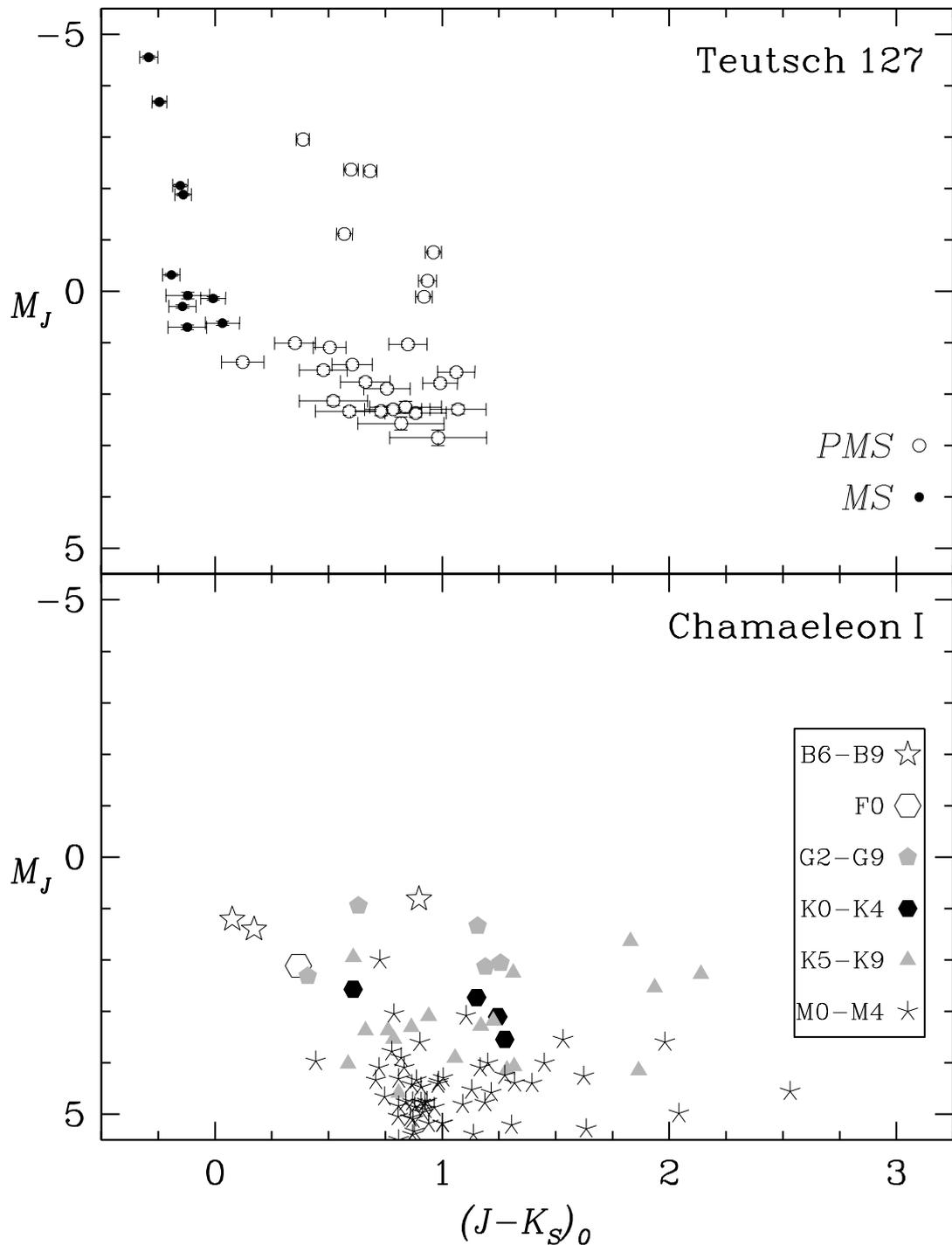


Figura 3.16: Comparação entre o conteúdo estelar de Teutsch 127 (aglomerado massivo) e o do Chamaeleon I (aglomerado de baixa massa). Painel superior: diagrama cor-magnitude de Teutsch 127 em magnitudes absolutas e corrigidas por avermelhamento. Os pontos vazados representam as estrelas da pré-sequência principal e os pontos preenchidos, as estrelas da sequência principal. Painel inferior: diagrama cor magnitude do Chamaeleon I em magnitudes absolutas e corrigidas por avermelhamento representando os tipos espectrais de suas estrelas.

Tabela 3.5: Valores da absorção na direção dos objetos na área de Sh2-132 obtidos com os mapas de emissão no infravermelho pela poeira do meio interestelar (Schlegel et al. 1998).

Objeto	A_J	$E(B-V)$	A_V
(1)	(2)	(3)	(4)
Teutsch 127	5.31	5.89	19.52
SBB 1	4.84	5.36	17.77
SBB 2	5.50	6.10	20.22
Berkeley 94	0.66	0.73	2.43
SBB 3	1.26	1.40	4.64
SBB 4	0.90	1.00	3.31
LDN 1150	1.16	1.28	4.25
LDN 1154	1.93	2.14	7.10
LDN 1161	3.45	3.83	12.69

Notas da tabela. (1) Identificação do objeto; (2) absorção na banda J ; (3) avermelhamento; (4) absorção na banda V .

3.3 Análise estrutural

As figuras 3.17 a 3.22 mostram os perfis radiais de densidade estelar (Seção 2.4) construídos para cada um dos aglomerados da amostra utilizando os filtros de cor-magnitude (áreas sombreadas nas figuras 3.9 a 3.14).

O ajuste de um modelo do tipo King (Equação 2.2) forneceu os parâmetros estruturais dos aglomerados Teutsch 127 e Berkeley 94 (Tabela 3.6). A densidade do fundo (Ω_c) foi estimada em áreas anelares em torno de cada aglomerado delimitadas por $20 < r < 40$ arcmin e foi mantida constante no ajuste. Para os perfis radiais dos aglomerados SBB 1, SBB 2, SBB 3 e SBB 4 não houve convergência do ajuste.

Os aglomerados centrais Teutsch 127, SBB 1 e SBB 2 (Figuras 3.17 a 3.19) apresentam perfis radiais de densidade que se sobrepõem para raios maiores do que 1 arcmin. Isto pode ser uma evidência de que esteja ocorrendo uma fusão entre esses objetos semelhante às que foram constatadas em alguns aglomerados das Nuvens de Magalhães (Carvalho et al. 2008).

O efeito da absorção da luz pela nebulosa escura LDN 1161 (Figura 3.1) pode ser observado claramente como uma depressão na região delimitada por $6 < r < 11$ arcmin do perfil radial de densidade estelar de Teutsch 127 (Figura 3.17).

Tabela 3.6: Parâmetros estruturais dos aglomerados estelares na área de Sh2-132 (Saurin et al. 2010).

Aglomerado	Ω_{bg} (estrelas/arcmin ²)	Ω_0 (estrelas/arcmin ²)	r_n (arcmin)	R_n (pc)
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)
Teutsch 127	6.39±0.04	27.05±19.38	0.37±0.21	0.39±0.22
SBB 1	1.71±0.02	–	–	–
SBB 2	5.87±0.04	–	–	–
Berkeley 94	3.77±0.03	32.72±29.23	0.27±0.17	0.28±0.18
SBB 3	7.94±0.05	–	–	–
SBB 4	4.05±0.03	–	–	–

Notas da tabela. (1) Identificação do aglomerado; (2) densidade projetada de estrelas do fundo; (3) densidade projetada de estrelas no centro; (4) raio angular do núcleo; (5) raio linear do núcleo para $d_{\odot} = 3.6$ kpc.

Tendo em vista a grande separação entre a sequência principal e a pré-sequência principal no diagrama cor-magnitude de SBB 2 (Figura 3.11), seu perfil radial de densidade estelar foi dividido em duas componentes para análise (Figura 3.19). A densidade de estrelas da sequência principal mais alta na região central sugere segregação de massa primordial.

Longe do centro de Sh2-132, o aglomerado Berkeley 94 tem um perfil que se aproxima do modelo ajustado (Figura 3.20), enquanto o perfil de SBB 3 (Figura 3.21) caracteriza um núcleo denso e compacto mantido pelo potencial gravitacional da estrela WR 152 de massa $12 M_{\odot}$ e taxa de perda de massa $\log M(M_{\odot}\text{ano}^{-1}) = -5.5$ (Hamann et al. 2006). A tendência é que SBB 3 seja completamente dispersado após a explosão de WR 152 como supernova.

Finalmente, SBB 4, que não integra o complexo Sh2-132, tem um perfil radial de densidade bastante irregular (Figura 3.22) com alguns picos que podem ser evidências de dissolução.

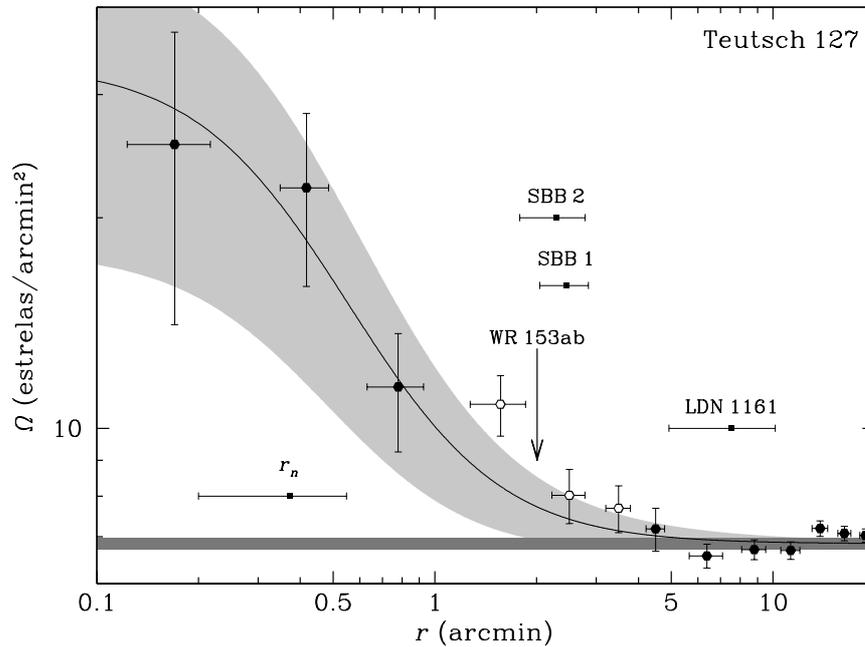


Figura 3.17: Perfil radial de densidade estelar do aglomerado Teutsch 127 construído utilizando o filtro de cor-magnitude (Figura 3.9). A curva ajustada é representada por uma linha contínua e a incerteza do ajuste, pela área cinza ao longo da curva. Os círculos vazados são pontos que foram excluídos do ajuste. A faixa cinza na parte inferior representa o nível do fundo com $\pm 3\sigma$. O raio do núcleo e as posições de WR 153ab, SBB 1, SBB 2 e LDN 1161 estão indicadas.

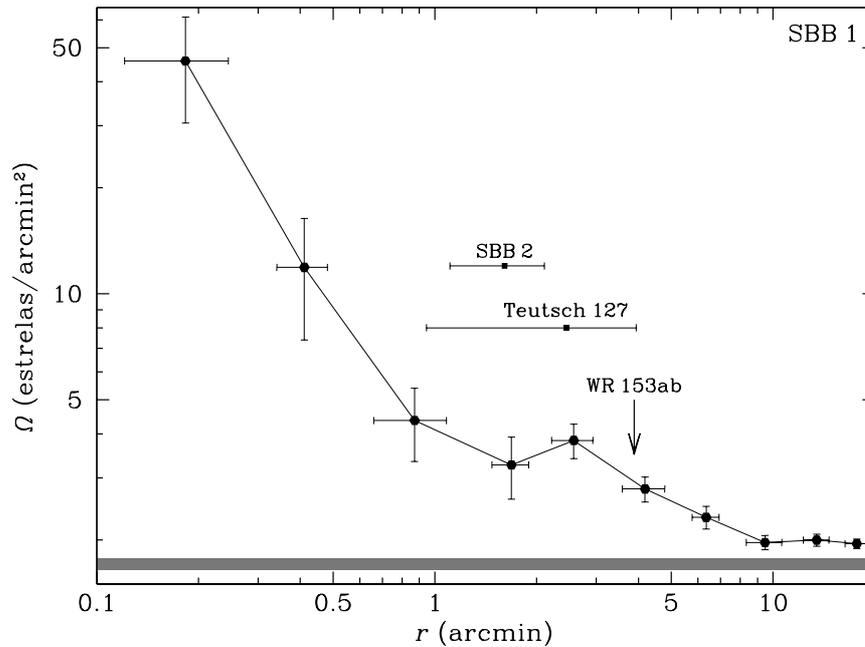


Figura 3.18: Perfil radial de densidade estelar do aglomerado SBB 1 construído utilizando o filtro de cor-magnitude (Figura 3.10). A faixa cinza na parte inferior representa o nível do fundo com $\pm 3\sigma$. As posições de WR 153ab, SBB 2 e Teutsch 127 estão indicadas.

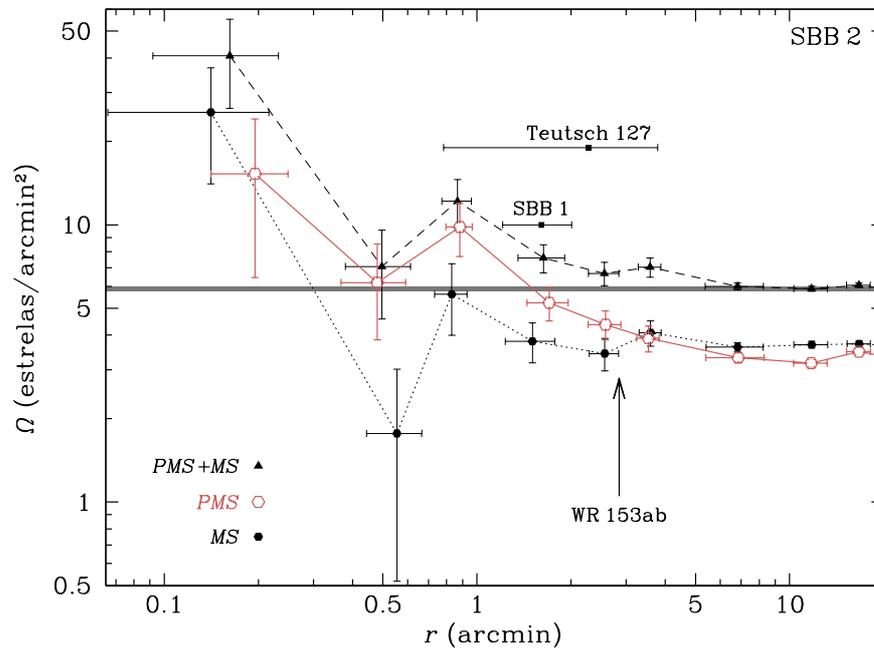


Figura 3.19: Perfis radiais de densidade estelar do aglomerado SBB 2 construídos separadamente utilizando os filtros de cor-magnitude (Figura 3.11) para as estrelas da *PMS* (círculos vazados) e da *MS* (círculos preenchidos). Os pontos do perfil total (*PMS* + *MS*) são representados pelos triângulos. A faixa cinza na parte inferior representa o nível do fundo com $\pm 3\sigma$. As posições de WR 153ab, SBB 1 e Teutsch 127 estão indicadas.

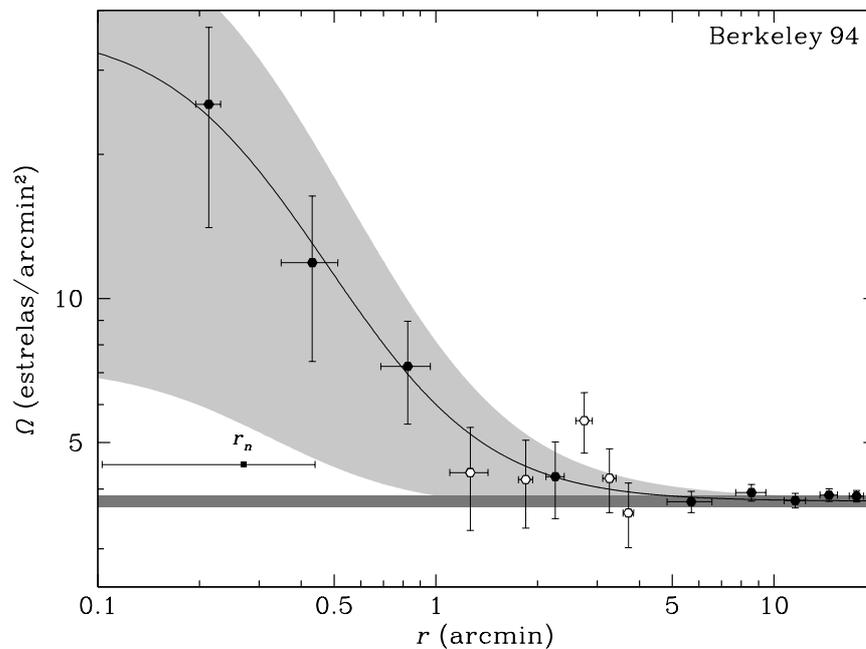


Figura 3.20: Perfil radial de densidade estelar do aglomerado Berkeley 94 construído utilizando o filtro de cor-magnitude (Figura 3.12). A curva ajustada é representada por uma linha contínua e a incerteza do ajuste, pela área cinza ao longo da curva. Os círculos vazados são pontos que foram excluídos do ajuste. A faixa cinza na parte inferior representa o nível do fundo com $\pm 3\sigma$. O raio do núcleo está indicado.

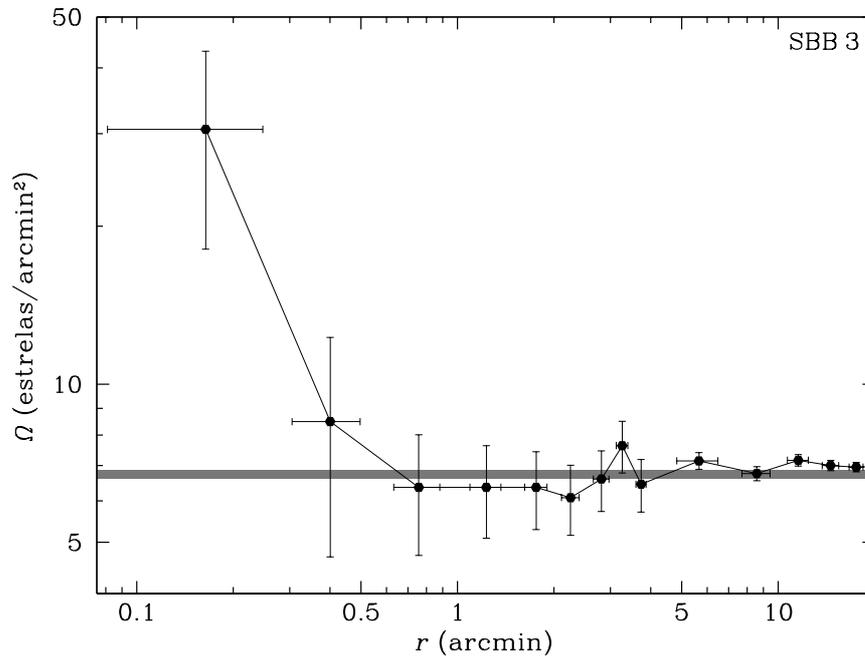


Figura 3.21: Perfil radial de densidade estelar do aglomerado SBB 3 construído utilizando o filtro de cor-magnitude (Figura 3.13). A faixa cinza na parte inferior representa o nível do fundo com $\pm 3\sigma$.

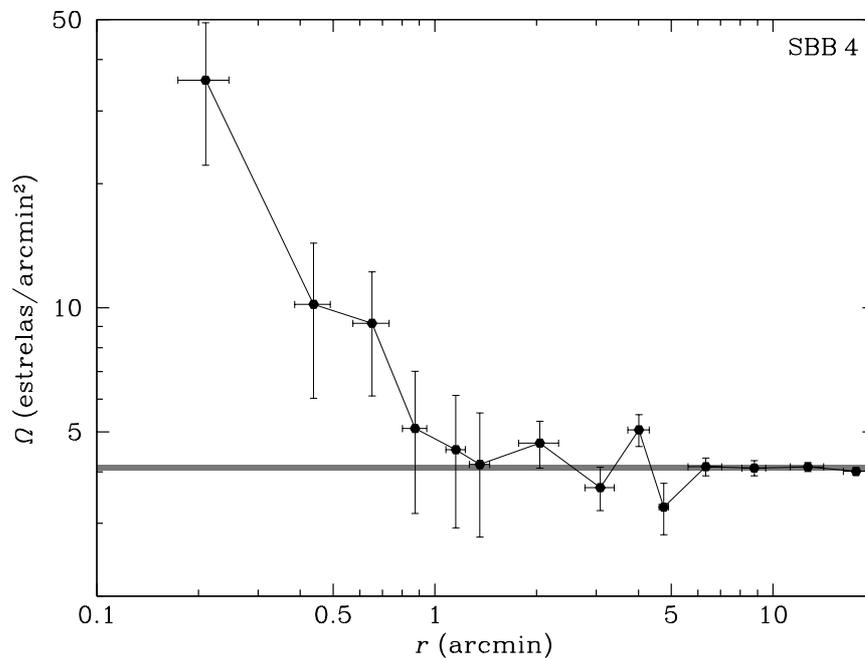


Figura 3.22: Perfil radial de densidade estelar do aglomerado SBB 4 construído utilizando o filtro de cor-magnitude (Figura 3.14). A faixa cinza na parte inferior representa o nível do fundo com $\pm 3\sigma$.

3.4 Discussão e conclusões

A morfologia de Sh2-132, contendo diversas bolhas, sugere um processo de formação estelar sequencial, em que o gás e a poeira foram varridos formando regiões de densidade mais altas onde novas estrelas se originam (e.g., arco-de-choque na figura 3.3), de modo similar ao que ocorreu em Sh2-284 (Puga et al. 2009). Outros pequenos aglomerados estelares ainda não identificados são possíveis na área do complexo Sh2-132 e sua descoberta poderia ajudar a confirmar esse cenário. Observações no infravermelho médio com resolução mais alta seriam necessárias.

A presença do sistema trapézio Trap 900 (Abt 1986) e da estrela WR 153ab na região dos aglomerados centrais certamente terá um papel importante na evolução dinâmica destes. Sistemas trapézio evoluem para sistemas hierárquicos ou mesmo se dispersam em alguns poucos milhões de anos ejetando estrelas (Seção 1.3). Enquanto que estrelas Wolf-Rayet explodem como supernovas (Seção 1.5).

Tendo em vista os resultados aqui obtidos, dois destinos podem ser sugeridos para os aglomerados centrais de Sh2-132.

- (i) Devido à proximidade entre esses aglomerados, uma fusão entre eles pode acontecer, o que geraria um aglomerado aberto massivo. Como uma consequência, este aglomerado deveria parecer dinamicamente mais velho do que a evolução de seu conteúdo estelar indica (i.e., com segregação de massa mais avançada do que o esperado; Moeckel & Bonnell 2009).
- (ii) Alternativamente, pode ocorrer uma dissolução dos aglomerados, como uma consequência da expulsão do gás residual, da evolução estelar e da dinâmica do sistema trapézio. Nesse caso, Trap 900 pode restar como um fóssil compacto.

CAPÍTULO 4

TRUMPLER 37: PROVÁVEL ASSOCIAÇÃO EM IC 1396¹

4.1 Introdução

Atualmente, é consenso que os aglomerados abertos e as associações tem origem nos aglomerados embebidos (Seção 1.1). Mas para compreender a evolução destes em direção a sistemas ligados (aglomerados abertos) e não-ligados (associações) é necessário buscar por objetos que estejam num estágio intermediário e obter parâmetros que sirvam como vínculos para a modelagem de sua evolução (e.g., Bonatto & Bica 2010, 2011, Saurin et al. 2010). Evidências de aglomerados em dissolução com estrelas escapando podem ser encontradas por meio da análise de extensões em perfis radiais de densidade como consequência de variações do potencial gravitacional (Bastian & Goodwin 2006).

A região HII IC 1396 (Sh2-131 – Sharpless 1959), localizada próxima da grande associação Cep OB2, abriga Trumpler 37 (Collinder 439), um aglomerado jovem e extenso com características de uma associação OB (Saurin et al. 2012).

O complexo Trumpler 37/IC 1396 (Figura 4.1) se estende por um diâmetro aparente de 170 arcmin e inclui diversas subestruturas, notadamente a binária espectroscópica HR 8281, responsável pela ionização do gás e componente do sistema múltiplo ADS 15184 (Tabela 4.1, Tokovinin 1997), e a Nebulosa da Tromba do Elefante (IC 1396A). Esta abriga alguns objetos estelares jovens como as estrelas do tipo T Tauri LkH α 439a e LkH α 439c (Reach et al. 2004, Mercer et al. 2009) que iluminam a nebulosa de reflexão vdB 142. Além da Nebulosa da Tromba do Elefante, o complexo

¹Baseado em Saurin et al. (2012)

Tabela 4.1: Estrelas que compõe o sistema estelar múltiplo ADS 15184 em IC 1396 (Tokovinin 1997).

Estrela	α	δ	TE	V
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)
HR 8281 (HD 206267AB, ADS 15184AB)	21 ^h 38 ^m 57 ^s .6	57°29'20.5"	O6.5V((f)) + O9:V	5.62
HD 206267A (ADS 15184A)	21 ^h 38 ^m 57 ^s .6	57°29'20.0"	O7V	5.62
HD 206267B (ADS 15184B)	21 ^h 38 ^m 57 ^s .6	57°29'20.0"	–	–
HD 206267C (ADS 15184C)	21 ^h 38 ^m 58 ^s .9	57°29'14.6"	B1.5V	8.05
HD 206267D (ADS 15184D)	21 ^h 38 ^m 56 ^s .7	57°29'39.1"	B2IV	8.02
ADS 15184ABC	21 ^h 38 ^m 58 ^s .3	57°29'17.0"	O6	5.70

Notas da tabela. (1) Identificação da estrela; (2) ascensão reta (J2000); (3) declinação (J2000); (4) tipo espectral; (5) magnitude absoluta na banda V .

Trumpler 37/IC 1396 também abriga um grande número de nebulosas escuras (Barnard 1927, Lynds 1962) e, principalmente nuvens de borda brilhante (*Bright-rimmed Clouds* – *BRCs*), regiões de formação estelar induzida pelos ventos e radiação ultravioleta de estrelas massivas próximas. A figura 4.2 mostra um mapa do complexo Trumpler 37/IC 1396 com as posições dos objetos mencionados.

4.2 Análise fotométrica

Para analisar a fotometria do conteúdo estelar de Trumpler 37 por meio de diagramas cor-magnitude $J \times (J-H)$ e $J \times (J-K_S)$ (Figura 4.3) e cor-cor $(H-K_S) \times (J-H)$ (Figura 4.4) foram extraídos dados do Catálogo de Fontes Pontuais do *2MASS* dentro de uma área circular de raio $r = 350$ arcmin centralizada na estrela HR 8281. Os dados incluem as magnitudes nas bandas J , H e K_S de 1361458 estrelas com a restrição de incertezas ≤ 0.1 mag.

O procedimento de descontaminação por estrelas de campo (Seção 2.2) foi aplicado dentro de uma área circular de raio $r = 24.5$ arcmin (Figura 4.2) utilizando outras duas áreas para representar o campo. Uma área anelar concêntrica delimitada por $r = 150-350$ arcmin mais uma área circular externa de raio $r = 100$ arcmin centralizada em $\alpha = 21^{\text{h}}51^{\text{m}}00^{\text{s}}$ e $\delta = +44^{\circ}00'00''$ a fim de melhorar a estatística.

Das 7972 estrelas dentro do círculo de raio $r = 24.5$ arcmin, restaram apenas 2267 após a descontaminação que teve eficiência de 94.6 ± 0.5 por cento. Os diagramas $J \times (J-H)$ e $J \times (J-K_S)$ descontaminados são mostrados nos painéis da figura 4.3 e

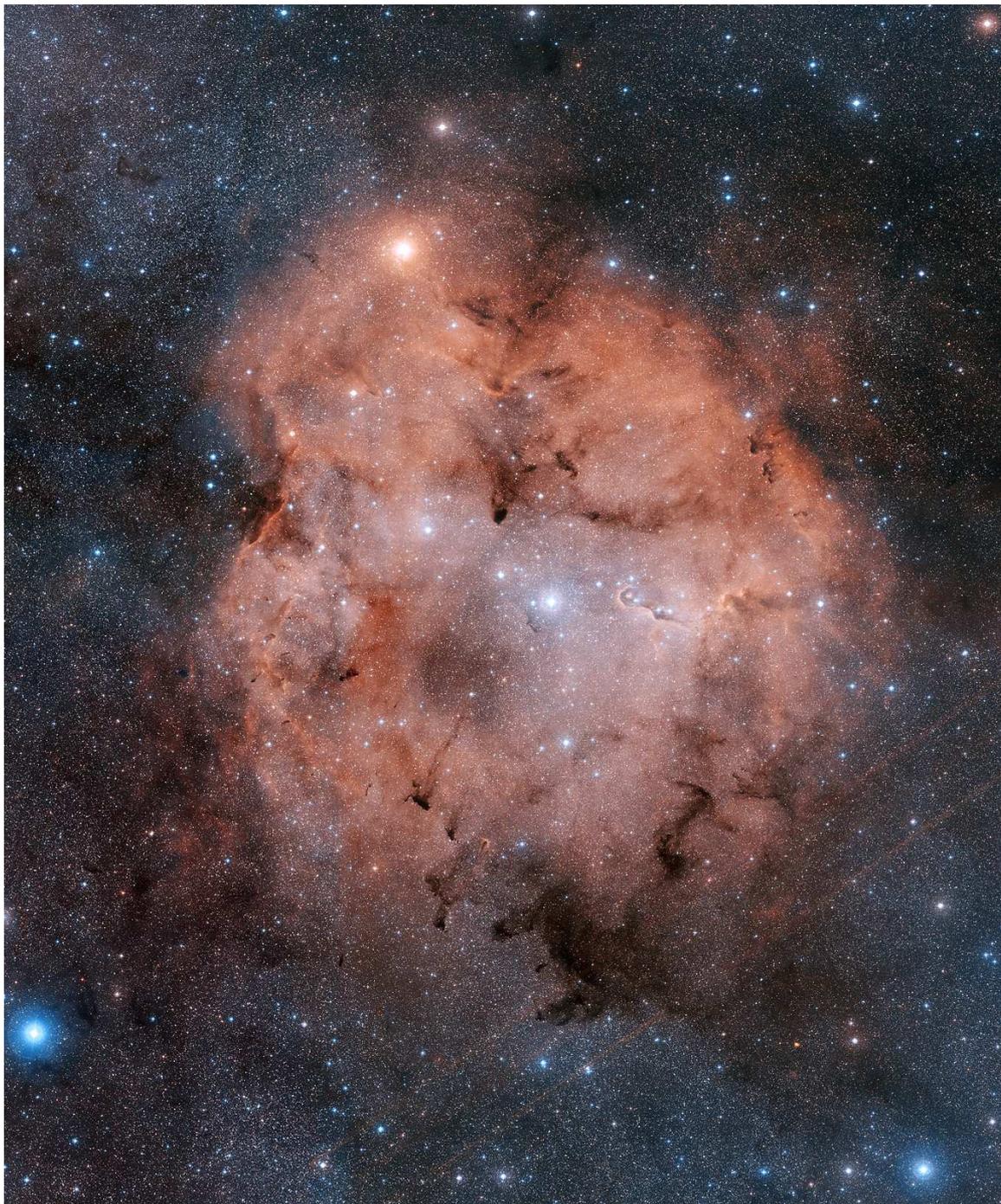


Figura 4.1: Imagem $3.6^\circ \times 4.3^\circ$ do complexo Trumpler 37/IC 1396 em cores falsas combinando placas fotográficas digitalizadas obtidas entre os anos de 1989 e 1993 com o telescópio Schmidt de 1.2 m do Observatório de Monte Palomar nas bandas *B* e *R*. No centro, destaca-se a estrela HR 8281. No topo, a supergigante μ Cephei que não integra Trumpler 37. Crédito: Davide de Martin (<http://www.skyfactory.org>).

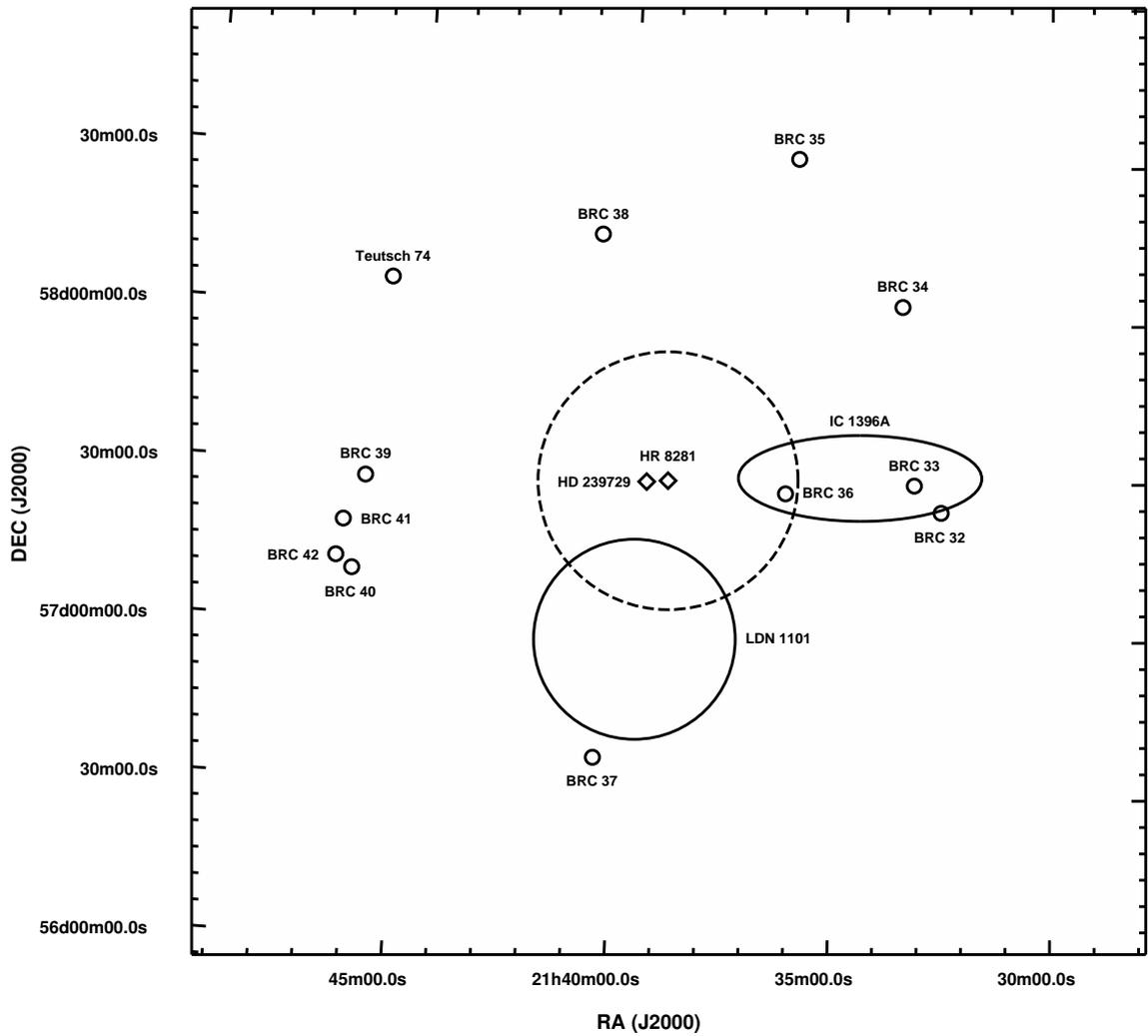


Figura 4.2: Mapa do complexo Trumpler 37/IC 1396 indicando as posições das estrelas HR 8281 e HD 239729, da nebulosa escura LDN 1101, das *BRC*s (Seção 4.3.1) e do aglomerado aberto Teutsch 74 (Seção 4.3.3). O círculo tracejado de raio $r = 24.5$ arcmin corresponde à área de extração para a construção do diagrama cor-magnitude (Figura 4.3). A elipse corresponde à área de IC 1396A.

revelam uma proeminente separação entre as estrelas da sequência principal e da pré-sequência principal, ainda maior do que a do jovem aglomerado em dissolução vdB 92 (Bonatto & Bica 2010).

Curvas isócronas teóricas da sequência principal de Padova de metalicidade solar e idade 1×10^6 anos (Marigo et al. 2008 e referências nele contidas) e da pré-sequência principal de idades 2×10^5 , 1×10^6 e 5×10^6 anos (Siess et al. 2000) foram sobrepostas aos diagramas descontaminados (Figura 4.3).

Para posicionar as curvas isócronas, foram utilizados os valores médios da distância heliocêntrica $d_{\odot} = 800 \pm 60$ pc (705 pc Becker & Fenkart 1971, 860 pc Blitz et al. 1982, 798 pc Battinelli & Capuzzo-Dolcetta 1991 e 835 pc Kharchenko et al. 2005) e das absorções de 14 estrelas OB de Trumpler 37 $A_V = 1.80 \pm 0.48$ mag (Morbidelli et al. 1997), que parece ser constante e ter origem exterior à IC 1396.

É importante ressaltar que num objeto tão jovem quanto Trumpler 37 o processo de formação estelar abrange um tempo comparável à sua idade (e.g. Stauffer et al. 1997). Por isso, é difícil separar os efeitos do espalhamento de idade e do avermelhamento diferencial, especialmente quando a fotometria é a única informação disponível (Bonatto et al. 2012a).

Os valores dos parâmetros da tabela 4.2 foram utilizados para obter as magnitudes e cores intrínsecas das estrelas da pré-sequência principal de Trumpler 37 e construir o diagrama cor-cor $(H-K_S)_0 \times (J-H)_0$ (Figura 4.4). O *locus* das estrelas T Tauri clássicas (Meyer et al. 1997) e a sequência padrão das anãs (Bessell & Brett 1988) são mostrados para comparação. Diferentes tipos de objetos estelares jovens (Seção 1.4) tendem a ocupar diferentes regiões do diagrama (Lada & Adams 1992). Duas linhas pontilhadas paralelas ao vetor de avermelhamento são mostradas na figura 4.4, tal que as estrelas a direita das faixa delimitada por estas linhas apresentam excesso de emissão no infravermelho (um indicador de discos circumestelares). Estrelas Herbig Ae/Be (Seção 1.4.3) apresentam, em geral, excessos no infravermelho maiores do que os dos outros objetos estelares jovens e estão localizadas na região delimitada por $(H-K_S)_0 > 0.5$ mag e $(J-H)_0 > 0.5$ mag.

Aproximadamente 1/3 das estrelas no diagrama da figura 4.4 apresenta excesso em $(H-K_S)_0$, tal que se situam à esquerda da faixa delimitada pelas linhas pontilhadas paralelas. Isto pode ser atribuído a uma contaminação residual por estrelas de campo (Froebrich et al. 2005), mas não afeta os filtros de cor-magnitude (áreas sombreadas na figura 4.3). Os limites desses filtros não exigem grande precisão e foram selecionados a olho. Eles são aplicados à fotometria não-descontaminada total

Tabela 4.2: Parâmetros fundamentais estimados para Trumpler 37 (Saurin et al. 2012).

Trumpler 37						
l	b	α	δ	idade (10^6 anos)	d_{\odot} (kpc)	d_{GC} (kpc)
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)
99°29	3°74	21 ^h 38 ^m 57 ^s .6	57°29'20"5	5	0.80±0.06	8.57±0.01
$E(J-H)$	$E(J-K_S)$	$E(H-K_S)$	$(m-M)J$	A_J	$E(B-V)$	A_V
(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)	(14)
0.18±0.05	0.28±0.08	0.10±0.03	10.02±0.09	0.50±0.13	0.58±0.15	1.80±0.48

Notas da tabela. (1) Longitude galáctica; (2) latitude galáctica; (3) ascensão reta (J2000); (4) declinação (J2000); (5) idade; (6) distância heliocêntrica; (7) distância galactocêntrica considerando $R_{\odot} = 8.4$ kpc (Reid et al. 2009); (8) excesso de cor $E(J-H)$; (9) excesso de cor $E(J-K_S)$; (10) excesso de cor $E(H-K_S)$; (11) módulo da distância; (12) absorção na banda J ; (13) excesso de cor $E(B-V)$; (14) absorção na banda V .

($r = 0-350$ arcmin) para minimizar a contaminação por estrelas não-membros antes da construção dos perfis radiais de densidade.

4.3 Análise estrutural

Como Trumpler 37 tem populações da sequência principal e da pré-sequência principal bem distintas, é possível construir perfis radiais de densidade estelar separados (Figura 4.5). A comparação destes perfis revela uma predominância de estrelas da pré-sequência principal ao longo de toda a extensão de Trumpler 37. Um perfil total ($MS + PMS$) também foi construído (Figura 4.6) e ajustado por um modelo do tipo King (Equação 2.2) resultando nos parâmetros estruturais densidade de estrelas do fundo (medida em $r = 120-150$ arcmin), densidade de estrelas do centro e raio do núcleo. Um raio limite teórico (r_{fit}), definido como a distância projetada ao centro em que a curva ajustada e a densidade do fundo são indistinguíveis, também foi estimado. Esses parâmetros estão listados na tabela 4.3 e indicados na figura 4.6. Apesar da curva ajustada por um modelo baseado numa esfera isotérmica, Trumpler 37 não está realmente em equilíbrio.

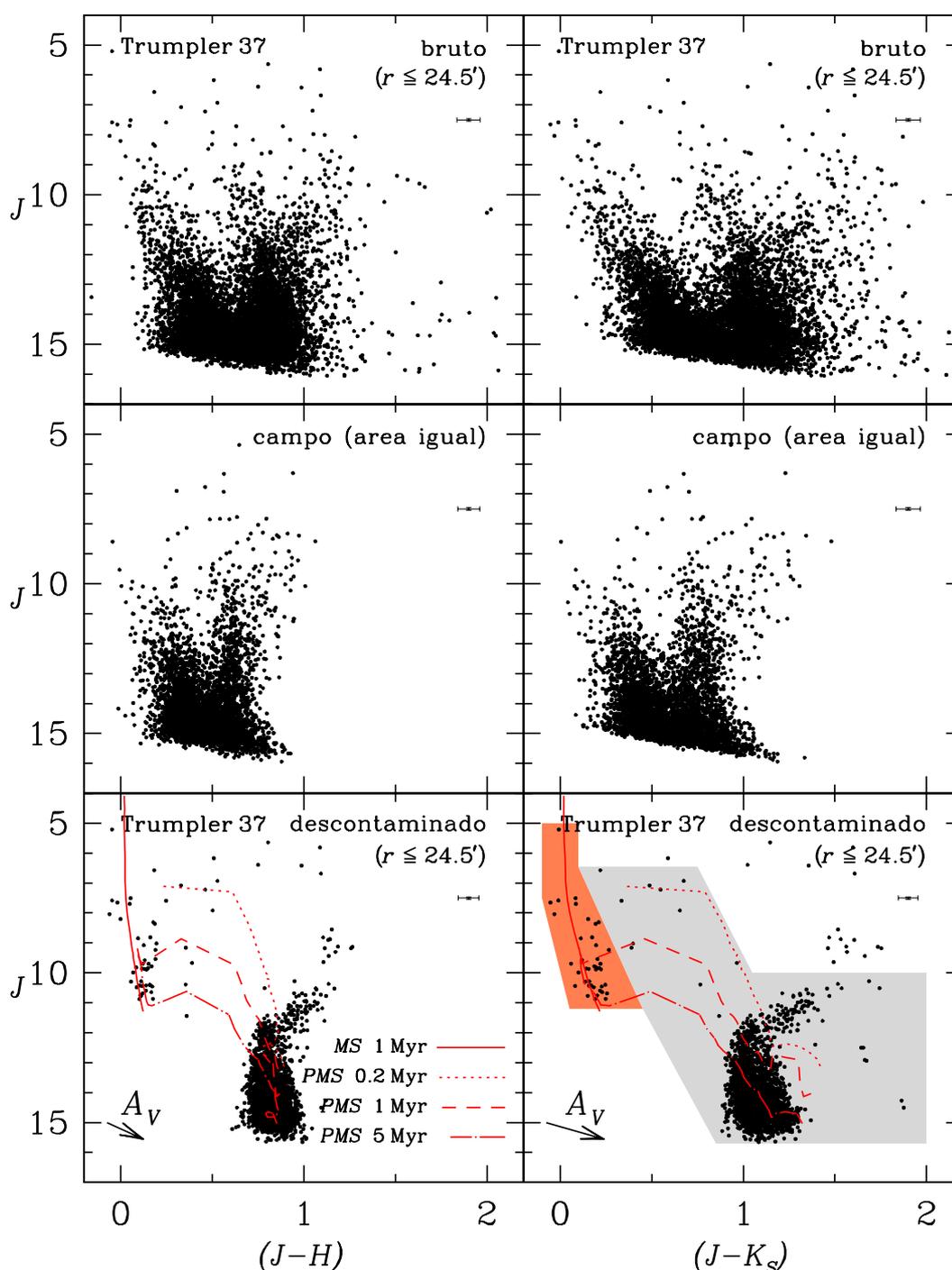


Figura 4.3: Diagramas cor-magnitude de Trumpler 37. Painéis superiores: fotometria observada dentro de um círculo de raio $r \leq 24.5$ arcmin. Painéis intermediários: fotometria de uma amostra do campo dentro de uma área igual. Painéis inferiores: diagramas de Trumpler 37 após a descontaminação por estrelas de campo. Foram utilizadas isócronas da *MS* de 1×10^6 anos e da *PMS* de 2×10^5 , 1×10^6 e 5×10^6 anos. As setas representam o vetor de avermelhamento; e as barras, as incertezas médias dos pontos. Área vermelha: filtro de cor-magnitude para as estrelas da *MS*. Área cinza: filtro de cor-magnitude para as estrelas da *PMS*.

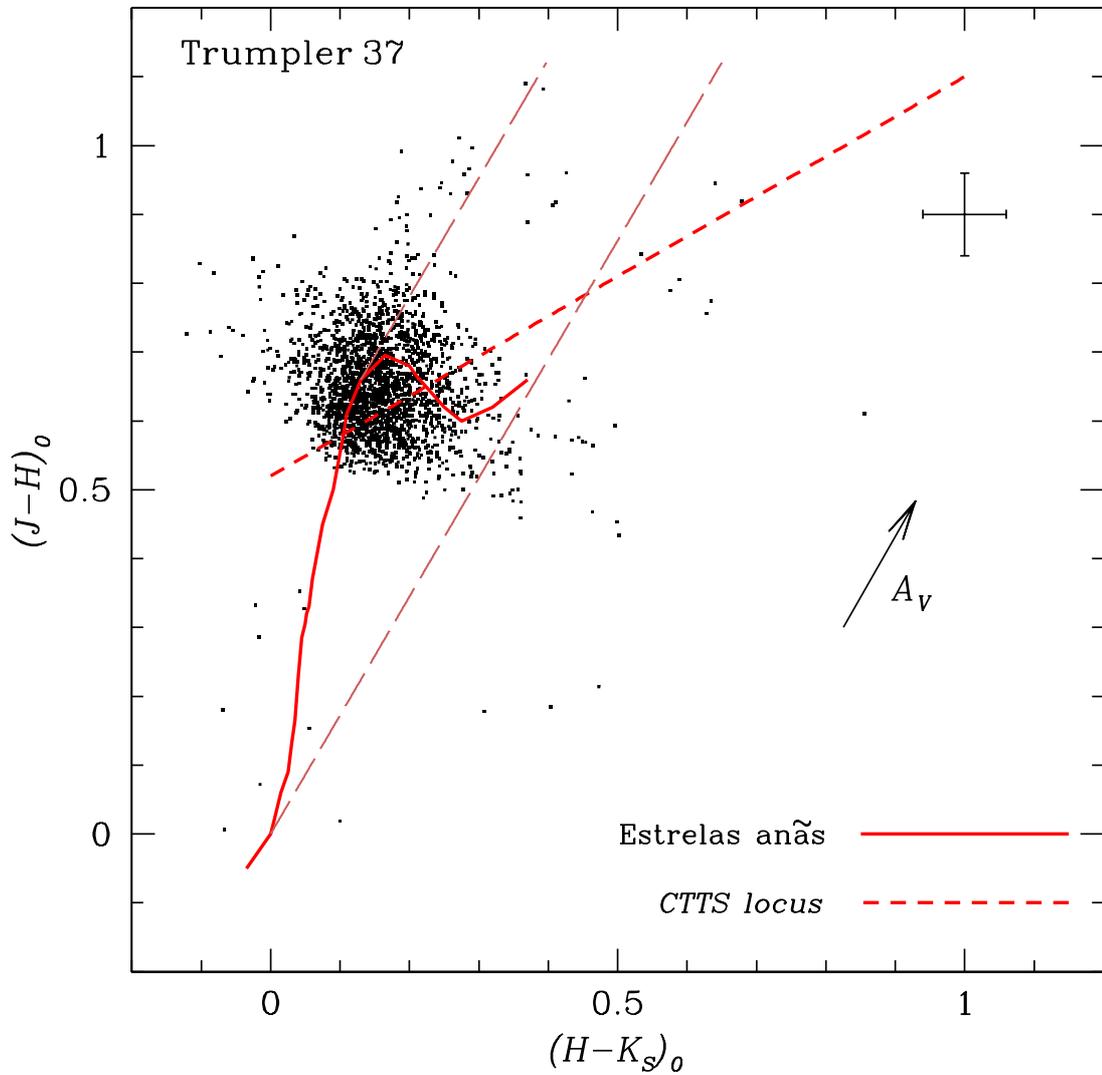


Figura 4.4: Diagrama cor-cor $(H-K_S)_0 \times (J-H)_0$ das estrelas da *PMS* de Trumpler 37. As barras no canto superior esquerdo representam a incerteza média dos pontos, a linha contínua, a sequência das estrelas anãs, a linha tracejada, o *locus* das *CTTSs*, a seta, o vetor de avermelhamento $A_V = 1.8$ mag. As duas linhas pontilhadas são paralelas ao vetor de avermelhamento. Estrelas que estão à direita destas linhas apresentam excesso de emissão no infravermelho, enquanto, estrelas que estão à esquerda, podem ser contaminação residual do campo.

Tabela 4.3: Parâmetros estruturais de Trumpler 37 (Saurin et al. 2012).

Trumpler 37			
Ω_{bg}	Ω_0	r_n	R_n
(estrelas arcmin ⁻²)	(estrelas arcmin ⁻²)	(arcmin)	(pc)
(1)	(2)	(3)	(4)
2.18±0.01	5.78±0.88	1.7±0.2	0.4±0.1

Notas da tabela. (1) Densidade de estrelas do fundo; (2) densidade de estrelas do centro; (3) raio do núcleo angular; (4) raio do núcleo linear.

As posições de outros objetos projetados na direção de Trumpler 37 também são indicadas na figura 4.6, em especial, algumas nebulosas escuras dos catálogos VII/220A/barnard (Barnard 1927) e VII/7A/ldn (Lynds 1962), as *BRCs* (Sugitani et al. 1991) e o aglomerado aberto Teutsch 74 (Seção 4.3.3).

Uma estimativa da massa estelar embebida (M_{emb}) de Trumpler 37 foi feita considerando apenas as estrelas que sobreviveram ao processo de descontaminação do diagrama cor-magnitude. A massa de cada estrela foi determinada a partir da correspondente relação massa-luminosidade da isócrona de Padova de 1×10^6 anos dentro do intervalo $3.5-40 M_{\odot}$ utilizando cores e magnitudes corrigidas por avermelhamento. Somando os valores individuais, foi encontrada a massa total de estrelas da sequência principal de $330_{-60}^{+10} M_{\odot}$. Devido aos fatores que provocam espalhamento dos pontos nos diagramas cor-magnitude (Seção 2.3) não é possível estimar a massa de cada estrela da pré-sequência principal. Consequentemente, é preciso assumir um valor médio de massa e multiplicar pelo número de estrelas. Dentro do intervalo $0.08-7 M_{\odot}$, a função inicial de massa de Kroupa (Seção 1.1.3) resulta uma massa média de $0.6 M_{\odot}$ com incerteza desprezível. Multiplicando o número de estrelas da pré-sequência principal por essa massa média resulta $890 M_{\odot}$. Portanto, a massa estelar total dentro do raio limite teórico r_{fit} é $1220_{-60}^{+10} M_{\odot}$ (Tabela 4.4). Entretanto, este valor deve ser considerado como um limite inferior devido à presença de poeira no meio interestelar, o fato de terem sido consideradas apenas as estrelas que sobreviveram ao procedimento de descontaminação, além do perfil medido desviar do modelo a partir de $r = 6$ arcmin e apresentar uma elevação além de $r = 20$ arcmin. Diferente do modelo, o perfil medido torna-se estatisticamente indistinguível do fundo apenas em $r \approx 131$ arcmin, o que pode ser a verdadeira extensão de Trumpler 37.

Tabela 4.4: Massa e parâmetros de escala de Trumpler 37 (Saurin et al. 2012).

Trumpler 37				
r_{fit}	R_{fit}	M_{emb}^{fit}	σ_V^{fit}	τ_{cr}^{fit}
(arcmin)	(pc)	(M_\odot)	(km s^{-1})	(10^6 anos)
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)
24.4 ± 3.7	5.7 ± 1.0	1220_{-60}^{+10}	3.2 ± 0.3	3.5 ± 2
r_m	R_m	M_{emb}^m	σ_V^m	τ_{cr}^m
(arcmin)	(pc)	(M_\odot)	(km s^{-1})	(10^6 anos)
(6)	(7)	(8)	(9)	(10)
119.4 ± 8.7	27.8 ± 2.0	1300_{-60}^{+10}	1.4 ± 0.1	38 ± 22
r_{RDP}	R_{RDP}	ϵ		
(arcmin)	(pc)			
(11)	(12)	(13)		
131	31	0.1		

Notas da tabela. (1) Raio limite teórico angular; (2) raio limite teórico linear; (3) dispersão de velocidades dentro do raio limite teórico; (4) tempo de cruzamento do raio limite teórico; (5) massa total dentro do raio limite teórico; (6) raio de maré angular; (7) raio de maré linear; (8) dispersão de velocidades dentro do raio de maré; (9) tempo de cruzamento do raio de maré; (10) massa total dentro do raio de maré; (11) raio limite efetivo angular; (12) raio limite efetivo linear; (13) eficiência da formação estelar.

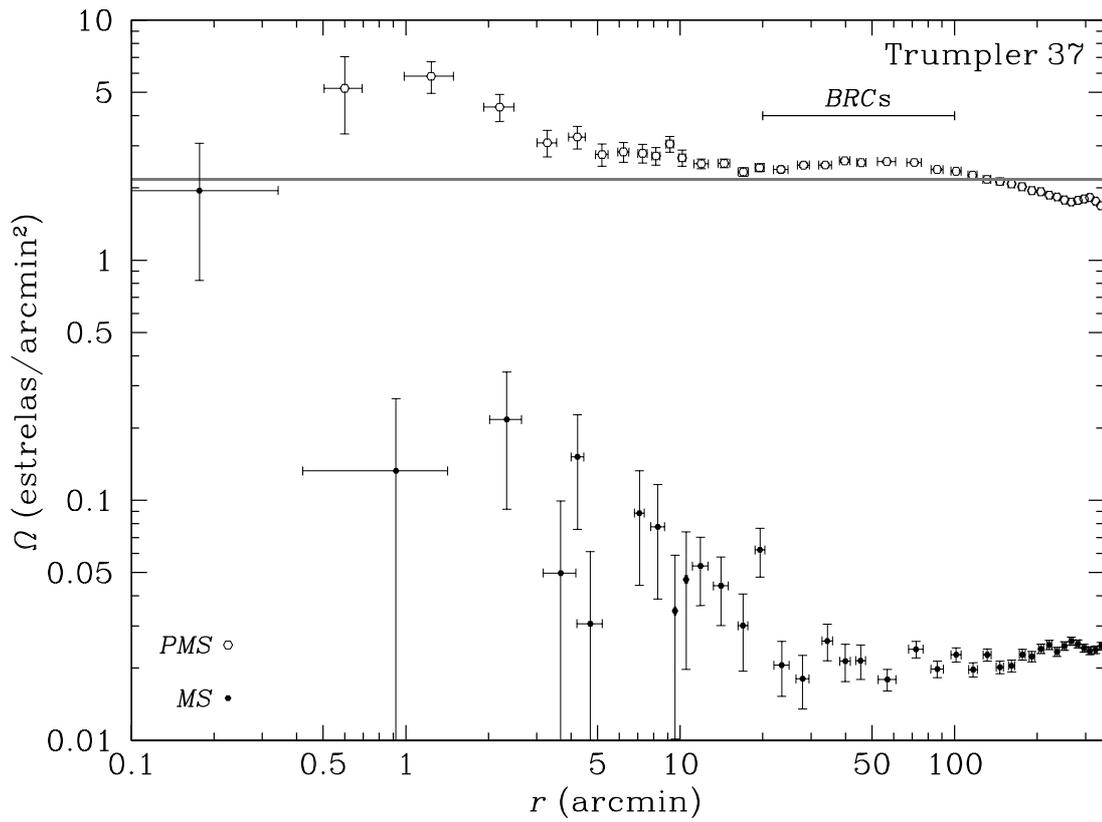


Figura 4.5: Perfis radiais de densidade estelar de Trumpler 37 construídos separadamente para as estrelas da *MS* (pontos preenchidos) e da *PMS* (pontos vazados) utilizando os filtros de cor-magnitude (Figura 4.3). A faixa cinza corresponde à densidade de estrelas do fundo com $\pm 3\sigma$. A região em que se distribuem as *BRCs* coincide com a elevação do perfil em $20' \lesssim r \lesssim 100'$.

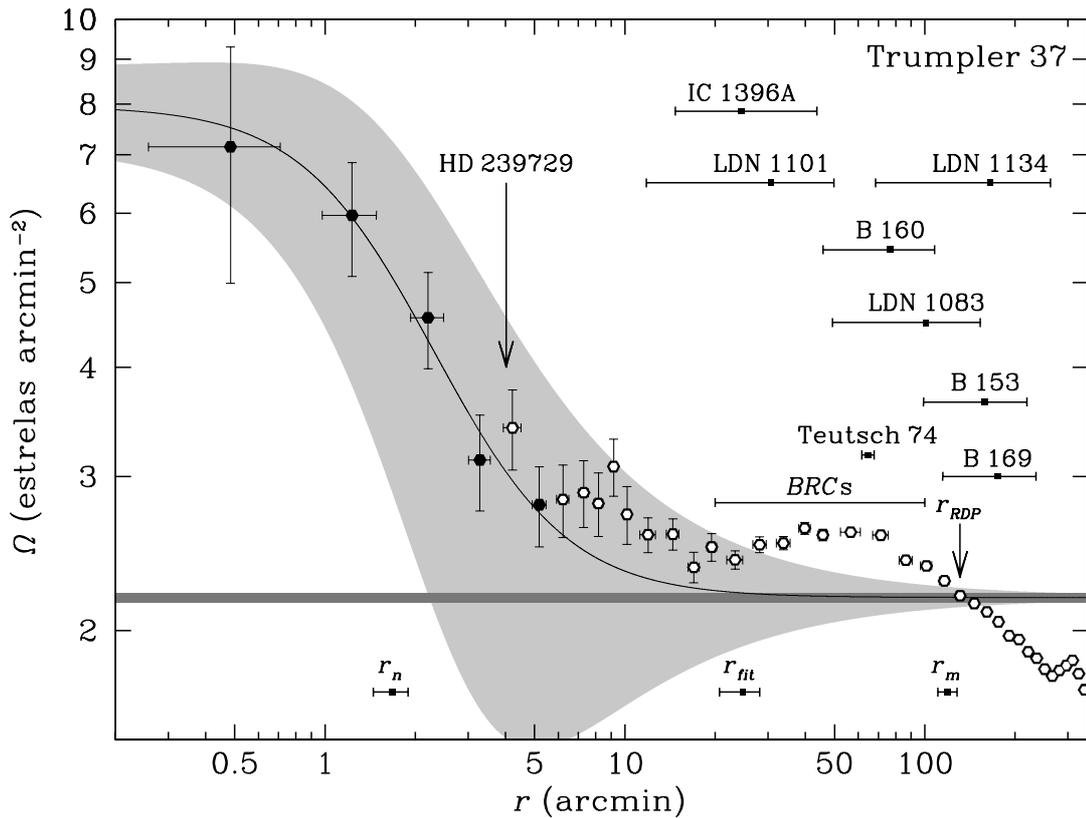


Figura 4.6: Perfil radial de densidade estelar total de Trumpler 37 construídos com ambos os filtros de cor-magnitude (Figura 4.3). A curva ajustada é representada por uma linha contínua e a incerteza do ajuste, pela área cinza ao longo da curva. Os círculos vazados são pontos que foram excluídos do ajuste. A faixa cinza na parte inferior representa o nível do fundo com $\pm 3\sigma$. Os raios r_n , r_{fit} , r_m , r_{RDP} e as posições dos objetos na área (Teutsch 74, HD 239729, IC 1396A, *BRCs* e nebulosas escuras) são indicados.

4.3.1 Nuvens de borda brilhante em IC 1396

Existem 11 *BRCs* em IC 1396 (Sugitani et al. 1991). Todas associadas a fontes *IRAS* (*Infrared Astronomical Satellite*), provavelmente protoestrelas. A localização delas coincide com a elevação no perfil radial de Trumpler 37 em $20 \lesssim r \lesssim 100$ arcmin (Figuras 4.5 e 4.6). Estas *BRCs* são locais de formação estelar sequencial disparada pelos ventos e radiação ultravioleta de estrelas massivas próximas, principalmente HR 8281.

A fim de procurar por subaglomerados infravermelhos, foram construídos perfis radiais de densidade estelar (Figura 4.7) para cada *BRC* (Tabela 4.5) utilizando o filtro de cor-magnitude da pré-sequência principal de Trumpler 37 (Figura 4.3). A restrição de incertezas fotométricas ≤ 0.1 mag foi removida para as estrelas dentro de círculos de raio $r \sim 5$ arcmin em BRC 38 e BRC 39 devido a suas altas absorções. Nenhum dos perfis segue um modelo do tipo King (Equação 2.2), mas BRC 33, BRC 36, BRC 37, BRC 38 e BRC 39 tem densidades centrais relativamente altas, sugerindo pequenos aglomerados.

Getman et al. (2007) e Ikeda et al. (2008) encontraram evidências de formação estelar sequencial em BRC 38 e BRC 37, respectivamente. Os autores encontraram gradientes de idade na direção das estrelas massivas do complexo, além da presença de objetos estelares jovens. A existência desses subaglomerados em Trumpler 37/IC 1396 se assemelha à estrutura hierárquica de NGC 346/N 66 encontrada por Gouliermis et al. (2008) na Pequena Nuvem de Magalhães.

De acordo com Getman et al. (2007), BRC 38 tem massa estelar de $\sim 15 M_{\odot}$. Uma vez que as *BRCs* em IC 1396 tem aproximadamente o mesmo número de estrelas, é razoável assumir que a massa de BRC 38 é representativa de todos esses subaglomerados. Assim, a estimativa da massa estelar total de Trumpler 37/IC 1396 aumenta para $M_{emb} = 1300^{+10}_{-60} M_{\odot}$. Sabendo que a massa estimada de gás e poeira de IC 1396 é $M_{gas} = 1.2 \times 10^4 M_{\odot}$ (Weikard et al. 1996), é possível calcular sua eficiência da formação estelar, esta é de 10 por cento. Este é um valor global para o complexo. Regiões mais densas da nuvem molecular podem ter eficiência mais alta.

Tabela 4.5: Posições das nuvens de borda brilhante (*BRCs*) em IC 1396 determinadas neste trabalho.

BRC	α	δ	d_{HR8281} (arcmin)	D_{HR8281} (pc)
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)
32	21 ^h 32 ^m 34 ^s .0	57°24'27"	54.1	12.6
33	21 ^h 33 ^m 12 ^s .2	57°29'34"	48.5	11.3
34	21 ^h 33 ^m 32 ^s .4	58°03'28"	57.6	13.4
35	21 ^h 36 ^m 05 ^s .0	58°31'09"	68.7	16
36	21 ^h 36 ^m 12 ^s .4	57°27'34"	23.2	5.4
37	21 ^h 40 ^m 27 ^s .0	56°36'16"	56.7	13.2
38	21 ^h 40 ^m 43 ^s .3	58°15'40"	50.7	11.8
39	21 ^h 46 ^m 01 ^s .5	57°27'44"	59.3	13.8
40	21 ^h 46 ^m 12 ^s .6	57°09'59"	64.4	15
41	21 ^h 46 ^m 28 ^s .6	57°19'07"	64.4	15
42	21 ^h 46 ^m 35 ^s .8	57°12'15"	67	15.6

Notas da tabela. (1) Identificação da *BRC*; (2) ascensão reta (J2000); (3) declinação (J2000); (4) distância angular projetada à HR 8281; (5) distância linear projetada à HR 8281.

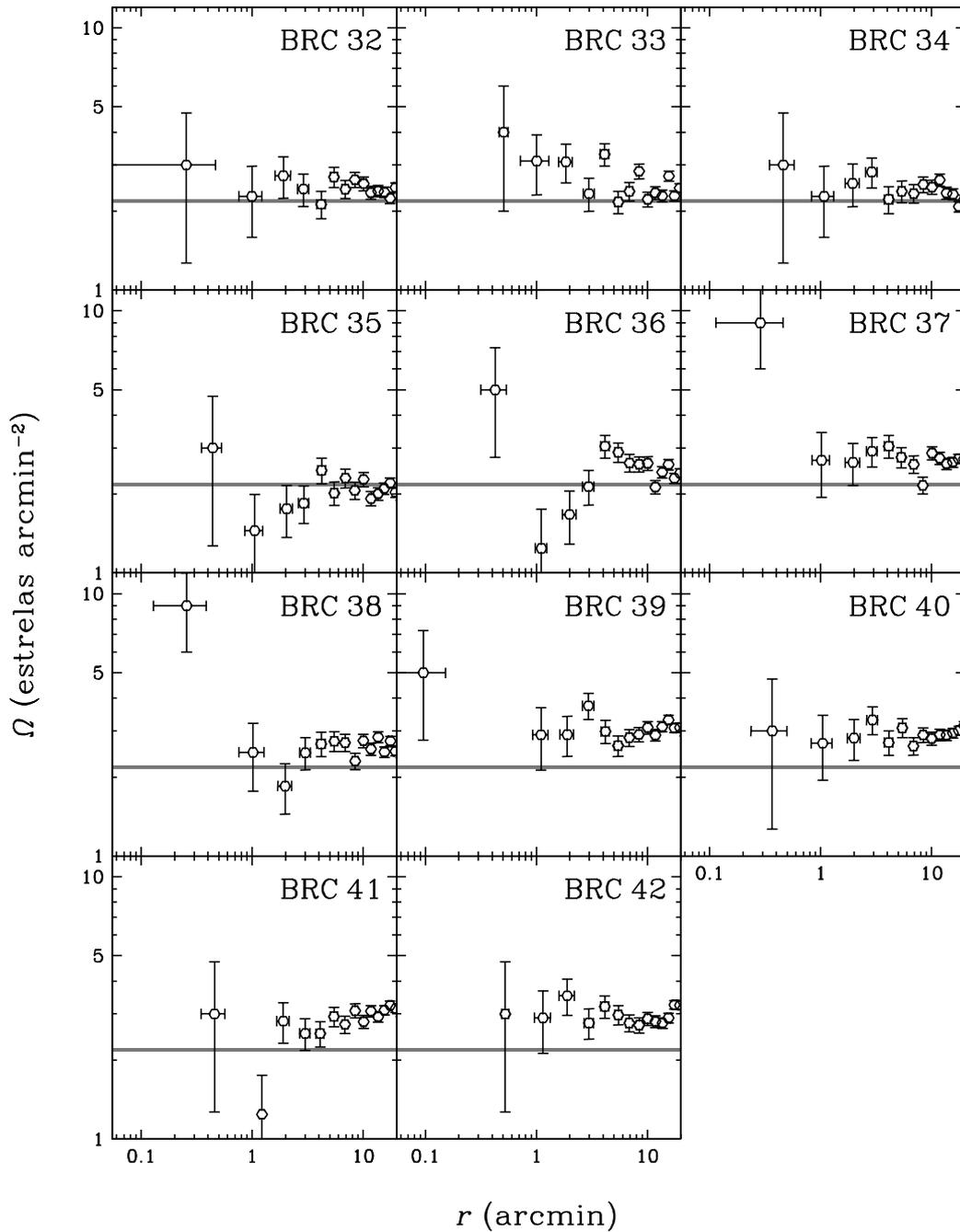


Figura 4.7: Perfis radiais de densidade estelar das *BRCs* em IC 1396 construídos utilizando o filtro de cor-magnitude da *PMS* de Trumpler 37 (Fig. 4.3). A faixa cinza horizontal em cada gráfico representa a densidade de estrelas do fundo com $\pm 3\sigma$. Os objetos BRC 33, BRC 36, BRC 37, BRC 38 e BRC 39 apresentam perfis com densidade central relativamente alta, sugerindo pequenos aglomerados estelares.

4.3.2 Raio de maré e tempo de cruzamento de Trumpler 37

Tendo uma estimativa da massa estelar total do complexo, é possível estimar o raio de maré dinâmico (r_m), a distância ao centro em que os movimentos estelares começam a ser afetados pela Galáxia, a partir do limite de Jacobi (Equação 7-84 em Binney & Tremaine 1987) e ignorando quaisquer interações com as nuvens vizinhas. Ele é definido como:

$$r_m = \left(\frac{M}{3M_{gal}} \right)^{1/3} d_{GC}, \quad (4.1)$$

onde M_{gal} é a massa da Galáxia dentro da distância galactocêntrica d_{GC} (Tabela 4.3). Esta massa pode ser estimada a partir da relação:

$$M_{gal} = \frac{V_{GC}^2 d_{GC}}{G}, \quad (4.2)$$

onde G é a constante gravitacional e $V_{GC} = 254 \pm 16 \text{ km s}^{-1}$ é a velocidade de rotação em $R_{\odot} = 8.4 \pm 0.6 \text{ kpc}$ (Reid et al. 2009). Isto resulta $M_{gal} \propto 10^{11} M_{\odot}$. Considerando $M = M_{emb} + M_{gas}$, o raio de maré de Trumpler 37 resulta $\sim 28 \text{ pc}$ ($\sim 119 \text{ arcmin}$), em concordância com o final da elevação associada às *BRCs* no perfil radial de densidade estelar. Também é possível estimar o tempo de cruzamento:

$$\tau_{cr} = \frac{2R}{\sigma_V}, \quad (4.3)$$

onde R é o raio do aglomerado e σ_V é a dispersão de velocidades estelares dada por:

$$\sigma_V = \sqrt{\frac{GM}{R}}. \quad (4.4)$$

Para $M = M_{emb} + M_{gas}$, com $M_{emb} = 1220 M_{\odot}$ e $R = R_{fit}$, resulta um tempo de cruzamento de $\tau_{cr} \approx 3.5 \times 10^6$ anos, ligeiramente menor do que a idade de Trumpler 37. Por outro lado, se $M_{emb} = 1300 M_{\odot}$ e $R = R_m$, resulta $\tau_{cr} \approx 38 \times 10^6$ anos. A tabela 4.4 lista estes parâmetros.

A distinção entre um sistema estelar gravitacionalmente ligado (aglomerado aberto) e um não-ligado (associação) pode ser feita de acordo com a relação entre a

sua idade e o seu tempo de cruzamento (Gieles & Portegies Zwart 2011). No caso ligado, idade $< \tau_{cr}$, e no caso não-ligado, idade $> \tau_{cr}$.

Utilizando este critério, uma comparação das estimativas do tempo de cruzamento de Trumpler 37 com sua estimativa de idade sugere que sua região interna ($r \leq R_{fit}$) pode permanecer ligada, enquanto que considerando toda a sua extensão ($r = R_m$), Trumpler 37 pode ser caracterizado como um sistema não-ligado. Essa diferença entre os dois casos reflete a estrutura hierárquica do complexo e a fragmentação da nuvem molecular causadas pela radiação das estrelas OB e pelo campo de maré da Galáxia.

4.3.3 O aglomerado aberto Teutsch 74

Teutsch 74 é um aglomerado aberto avermelhado pela borda de IC 1396, tal que é necessário verificar uma possível contaminação dele na fotometria de Trumpler 37.

A fotometria *2MASS* nas bandas J , H e K_S com erros ≤ 0.1 mag foi extraída de uma área circular de raio 20 arcmin centralizada nas coordenadas listadas na tabela 4.6. Para a descontaminação por estrelas de campo foram utilizadas uma área anelar concêntrica limitada por $r = 10-20$ arcmin e uma área externa circular de raio 100 arcmin centralizada em $\alpha = 21^h 51^m 00^s$ e $\delta = +44^\circ 00' 00''$ (Seção 4.2). A eficiência da subtração resultou em 100 por cento.

Curvas isócronas teóricas de Padova de metalicidade solar e idades 5×10^8 , 1×10^9 e 2×10^9 anos (Marigo et al. 2008 e referências nele contidas) foram sobrepostas aos diagramas cor-magnitude descontaminados (Figura 4.8) e alguns parâmetros fundamentais foram estimados (Tabela 4.7). Teutsch 74 parece ter um grande avermelhamento diferencial, o que provoca um espalhamento considerável nos diagramas. A idade da isócrona intermediária de 1×10^9 anos é suposta como a mais aproximada para o aglomerado.

Um filtro de cor-magnitude foi definido (área sombreada na figura 4.8) e aplicado à fotometria bruta de Teutsch 74 a fim de selecionar as estrelas para a construção do perfil radial de densidade estelar. Este não pôde ser ajustado pelo modelo da equação 2.2 (Figura 4.9).

Finalmente, a subtração de todas as estrelas de Teutsch 74 que sobreviveram à descontaminação por estrelas de campo da fotometria de Trumpler 37 não resultou em qualquer alteração significativa na análise deste.

Tabela 4.6: Parâmetros fundamentais estimados para Teutsch 74 (Saurin et al. 2012).

Teutsch 74						
l	b	α	δ	idade (10^9 anos)	d_{\odot} (kpc)	d_{GC} (kpc)
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)
100°36	3°61	21 ^h 45 ^m 40 ^s	58°05'37''	1	1.50±0.54	8.79±0.13
$E(J-H)$	$E(J-K_S)$	$E(H-K_S)$	$(m-M)J$	A_J	$E(B-V)$	A_V
(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)	(14)
0.61±0.13	0.95±0.20	0.35±0.07	12.55±0.70	1.66±0.34	1.94±0.40	6.00±1.24

Notas da tabela. (1) Longitude galáctica; (2) latitude galáctica; (3) ascensão reta (J2000); (4) declinação (J2000); (5) idade; (6) distância heliocêntrica; (7) distância galactocêntrica considerando $R_{\odot} = 8.4$ kpc (Reid et al. 2009); (8) excesso de cor $E(J-H)$; (9) excesso de cor $E(J-K_S)$; (10) excesso de cor $E(H-K_S)$; (11) módulo da distância; (12) absorção na banda J ; (13) excesso de cor $E(B-V)$; (14) absorção na banda V .

Tabela 4.7: Massa e parâmetros de escala de Teutsch 74 (Saurin et al. 2012).

Teutsch 74					
Ω_{bg} (estrelas arcmin ⁻²)	r_m (arcmin)	R_m (pc)	M (M_{\odot})	σ_V^m (km s ⁻¹)	τ_{cr}^m (10^6 anos)
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)
1.46±0.04	12.8±0.5	5.6±0.2	100±20	~0.3	39±7

Notas da tabela. (1) Densidade de estrelas do fundo; (2) raio de maré angular;; (3) raio de maré linear; (4) massa total dentro do raio $r=3'$; (5) dispersão de velocidades dentro do raio de maré; (6) tempo de cruzamento do raio de maré.

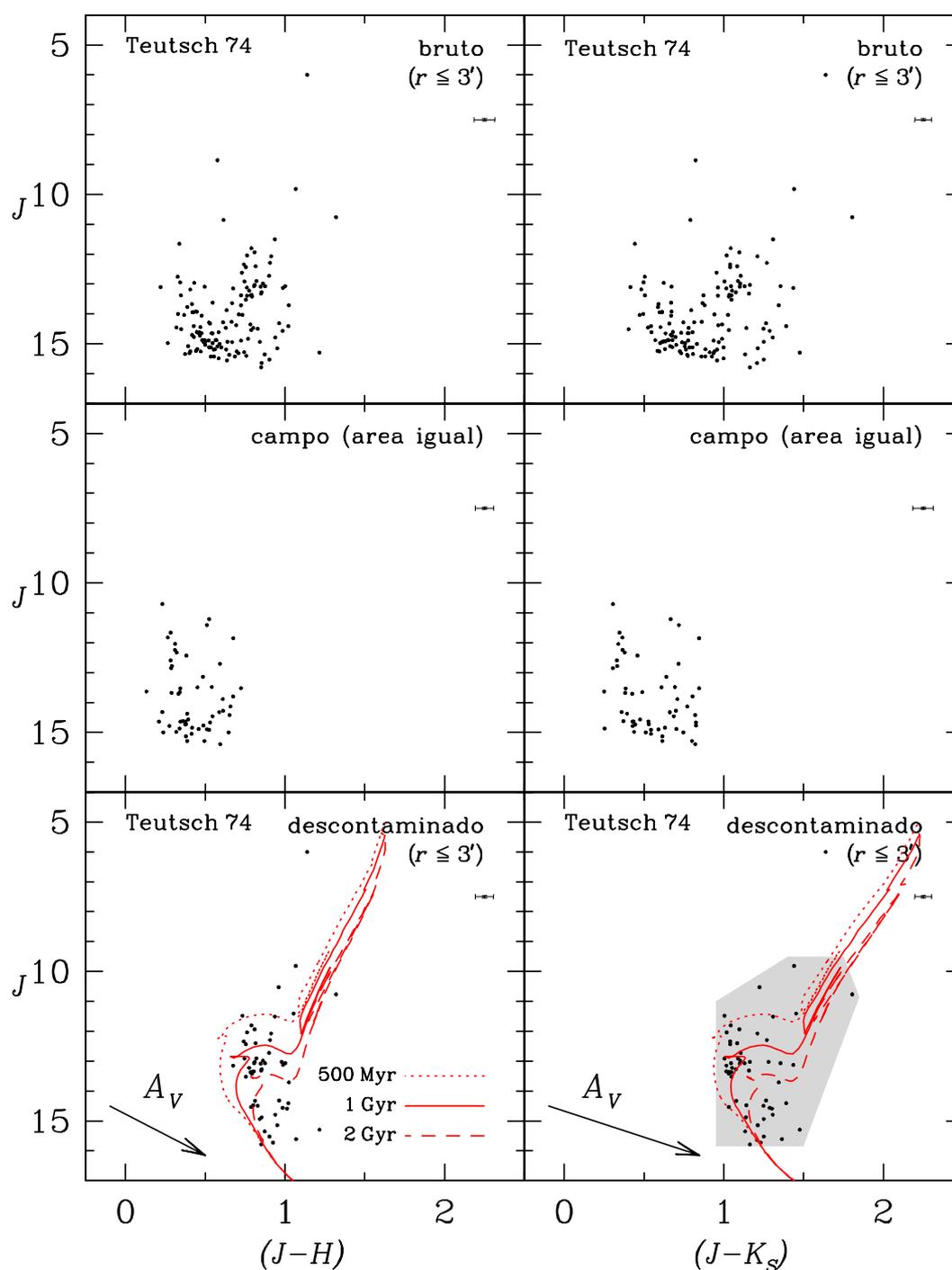


Figura 4.8: Diagramas cor-magnitude de Teutsch 74. Painéis superiores: fotometria observada dentro de um círculo de raio $r \leq 3$ arcmin. Painéis intermediários: fotometria de uma amostra do campo dentro de uma área igual. Painéis inferiores: diagramas de Teutsch 74 após a descontaminação por estrelas de campo. Foram utilizadas isócronas de Padova de idades 5×10^8 , 1×10^9 e 2×10^9 anos. As setas representam o vetor de avermelhamento; as barras, as incertezas médias dos pontos; e a área sombreada, o filtro de cor-magnitude.

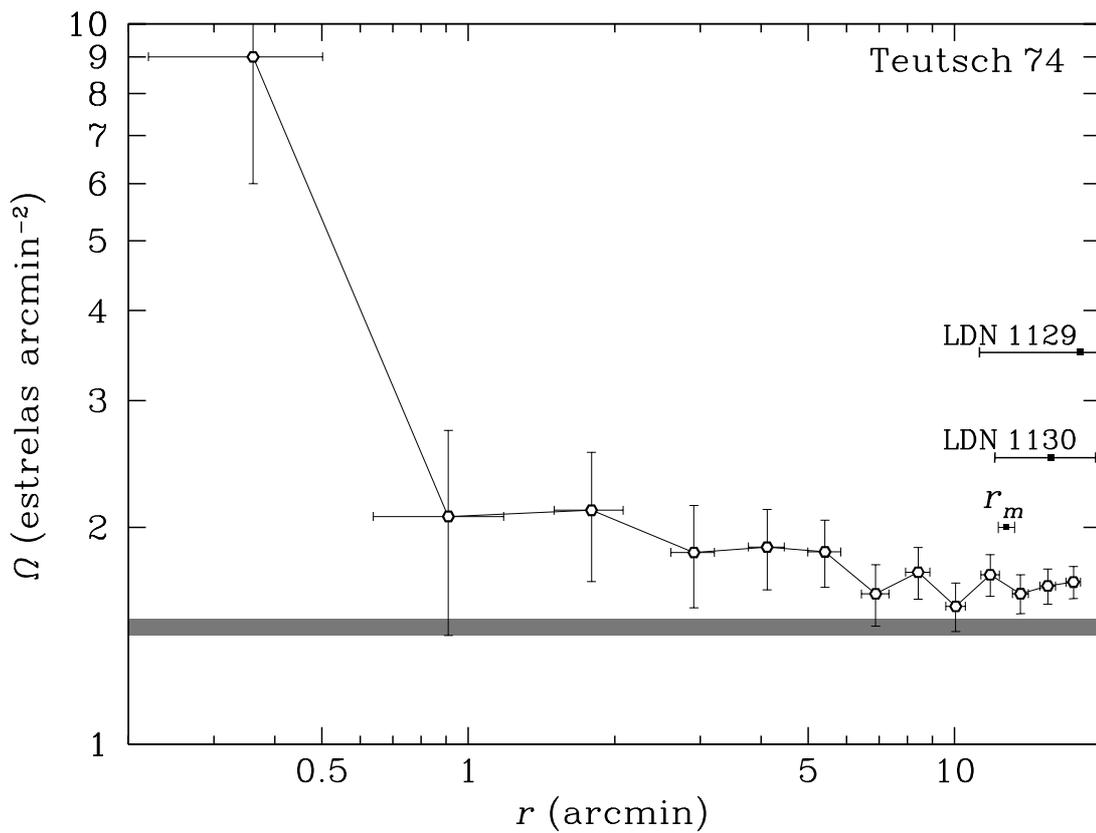


Figura 4.9: Perfil radial de densidade estelar do aglomerado Teutsch 74 construído utilizando o filtro de cor-magnitude (Figura 4.8). A faixa cinza na parte inferior representa o nível do fundo com $\pm 3\sigma$. O raio de maré (r_m) e as posições de duas nebulosas escuras projetadas na direção do aglomerado estão indicadas.

4.4 Discussão e conclusões

A fim de situar Trumpler 37 numa sequência evolutiva de aglomerados estelares foram construídos diagramas de diagnóstico (Figura 4.10) comparando seus parâmetros com os de aglomerados analisados em outros estudos. A amostra consiste dos seguintes objetos:

- (i) os aglomerados abertos M 26, NGC 2287, M 48, M 93, NGC 5822, NGC 3680, IC 4651, M 67 e NGC 188 com perfis radiais de densidade que seguem modelos de esfera isotérmica, além de NGC 2477 e NGC 2516 que são bastante populosos, com idades que vão de 7×10^7 à 7×10^9 anos (Bonatto & Bica 2005);
- (ii) NGC 4755, que contém uma supergigante vermelha e tem idade 1.4×10^7 anos (Bonatto et al. 2006a);
- (iii) NGC 6611, dinamicamente evoluído e com idade 1.3×10^6 anos (Bonatto et al. 2006b);
- (iv) Bochum 1, que pode estar evoluindo para uma associação OB e tem idade 9×10^6 anos, além de NGC 6823, um aglomerado aberto de idade 4×10^6 anos (Bica et al. 2008);
- (v) NGC 2244, um jovem aglomerado em dissolução, com idade 3×10^6 anos, além de NGC 2239, um aglomerado aberto de idade 5×10^6 anos (Bonatto & Bica 2009);
- (vi) Collinder 197 e vdB 92, ambos em dissolução e com idades 5×10^6 anos (Bonatto & Bica 2010);
- (vii) Teutsch 74 (Seção 4.3.3); e
- (viii) Trumpler 37.

Na figura 4.10, nos painéis (a) e (b) é mostrado como o raio do núcleo se relaciona com a idade e a distância galactocêntrica. Nos painéis (c) e (d) é mostrada a mesma relação para o raio limite efetivo. Por último, a dependência deste com a massa e o raio do núcleo é mostrada nos painéis (e) e (f). Em todos os painéis, os aglomerados jovens ($\leq 10^8$ anos) e os aglomerados velhos ($> 10^8$ anos) são representados por símbolos diferentes.

O painel (b) da figura 4.10 sugere uma fraca relação entre raio do núcleo e a distância galactocêntrica, mas com grande espalhamento dos pontos. No painel (f)

é mostrado que há uma relação entre o raio limite efetivo e o raio do núcleo que é dada por $R_{RDP} = (9.16 \pm 1.06)R_n - (0.26 \pm 0.97)$ obtida por meio de um ajuste mínimos quadrados que utiliza os erros nas duas coordenadas como peso. A maioria dos objetos segue essa relação, exceto Trumpler 37, Bochum 1, vdB 92 e NGC 2244, que não foram incluídos no ajuste. Todos eles apresentam evidência de dissolução. Por outro lado, a região interna de Trumpler 37, delimitada por R_{fit} , parece seguir essa relação, tal que ela pode sobreviver como um núcleo ligado de uma associação em expansão.

Deve-se notar que embora Trumpler 37 tenha a região interna de seu perfil radial de densidade ajustada por um modelo de esfera isotérmica (Seção 4.3), o objeto não apresenta parâmetros típicos de um jovem aglomerado estelar. Seu perfil estende-se muito além do limite teórico predito pelo modelo ($R_{RDP} > R_{fit}$), sendo ainda mais extenso do que Bochum 1, uma associação um pouco mais velha e mais distante do centro da Galáxia. Portanto, a natureza extensa de Trumpler 37 pode ser atribuída ao campo de maré galáctico e à fragmentação da nuvem molecular. Evidência para o primeiro processo é que $R_{RDP} \approx R_m$, e para o segundo, a presença de várias *BRCs* na área de IC 1396. Vale ressaltar que R_{RDP} pode coincidir com R_m desde que Trumpler 37 tenha distância heliocêntrica menor (~ 730 pc) ou massa maior ($\sim 5600 M_\odot$).

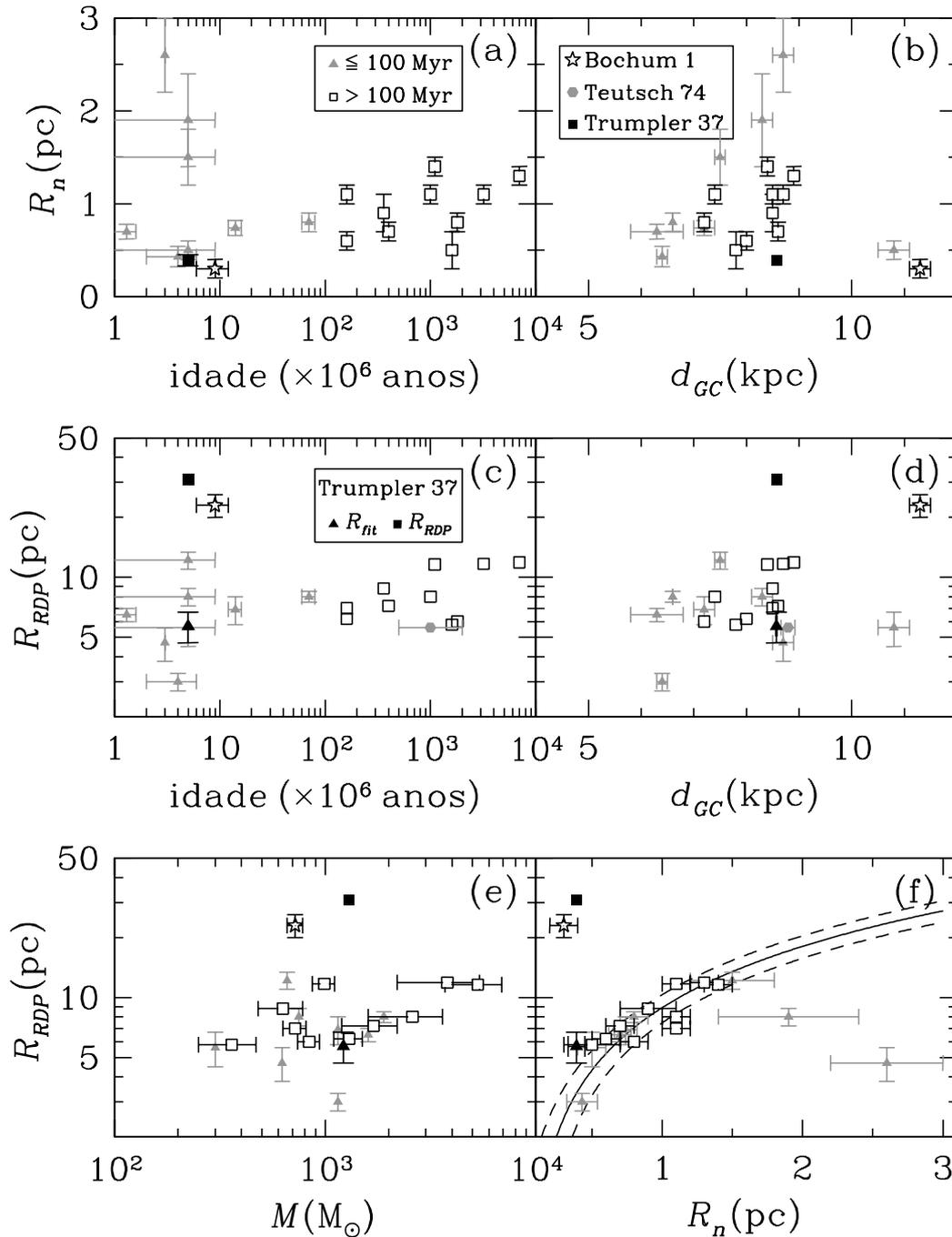


Figura 4.10: Diagramas de comparação dos parâmetros dos aglomerados. Trumpler 37 é representado como um quadrado preto, exceto quando se assume que ele tem $R_{RDP} = R_{fit}$, então, é representado por um triângulo preto. Aglomerados jovens ($\leq 10^8$ anos) são representados por triângulos cinzas e aglomerados velhos ($> 10^8$ anos), por quadrados vazados. A estrela vazada representa Bochum 1 e o hexágono cinza, Teutsch 74. O painel (f) mostra um ajuste linear (linha contínua) com sua incerteza (linhas tracejadas). Os pontos correspondentes a Trumpler 37, Bochum 1, vdB 92 e NGC 2244 não foram incluídos neste ajuste.

CAPÍTULO 5

CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS

A análise dos dados fotométricos do *2MASS* na área da região HII Sh2-132 revelou a existência de quatro aglomerados de estrelas que ainda não haviam sido catalogados, aqui referidos como SBB 1, SBB 2, SBB 3 e SBB 4. Três destes estão imersos no gás e na poeira de Sh2-132 juntamente com os aglomerados Teutsch 127 e Berkeley 94 formando uma grande estrutura hierárquica. A presença de um arco-de-choque no qual está imerso SBB 1 e que parece ter origem nos ventos estelares de SBB 2 caracteriza um cenário de aglomerados gêmeos, mas de cores diferentes, um visível apenas no infravermelho e outro, emergindo do gás, visível no óptico. Tal configuração sugere formação estelar sequencial. A distribuição de idades dos aglomerados em Sh2-132 e a presença de bolhas de gás e poeira na sua área reforçam essa idéia.

Por outro lado, a análise dos dados fotométricos do *2MASS* do complexo Trumpler 37/IC 1396 revela uma estrutura que pode estar evoluindo para tornar-se uma associação estelar. Trumpler 37 apresenta baixa eficiência da formação estelar e idade menor do que o seu tempo de cruzamento, características de sistemas gravitacionalmente não-ligados. De fato, a análise de sua estrutura revela excessos de densidade de estrelas em regiões afastadas do núcleo e fornece parâmetros que são similares aos de outros objetos já classificados como sistemas estelares em dissolução.

Isócronas teóricas sobrepostas aos diagramas cor-magnitude dos aglomerados permitiram a identificação de suas sequências evolutivas, além de suas distâncias e valores de absorção. Tais resultados permitem situar Sh2-132 no braço de Orion-Cignus da Via-láctea.

Como o esperado, os aglomerados embebidos deste estudo não ultrapassam o limite de 10 milhões de anos de idade, e apresentam estrelas da pré-sequência principal dos tipos Herbig Ae/Be e T Tauri, muitas destas com o excesso de emissão no infravermelho característico da presença de discos circumestelares.

Tanto os aglomerados imersos em Sh2-132 como Trumpler 37/IC 1396 devem espalhar estrelas no campo da Via-láctea. Embora o complexo de Sh2-132 possa resistir à completa dissolução em consequência de uma possível fusão entre seus subsistemas constituintes.

Diante dos resultados obtidos, fica estabelecida a perspectiva de dar continuidade à pesquisa estudando outros aglomerados com dados do *VISTA* (*Visible and Infrared Survey Telescope for Astronomy*), um projeto do *ESO* que vêm fazendo desde 2010 o imageamento de parte do céu no hemisfério sul nos comprimentos de onda do infravermelho próximo com um telescópio de 4.1 m de diâmetro, tendo maior resolução e profundidade do que o *2MASS*. Com tais dados, seria possível buscar por estruturas ainda menores dentro dos aglomerados embebidos e detectar suas estrelas de baixa massa, como as anãs marrons. Ademais, é necessário desenvolver métodos de análise da fotometria que permitam quantificar de modo mais preciso os efeitos de fatores como o avermelhamento diferencial, a binaridade e a variabilidade, com o propósito de melhorar a precisão de estimativas de idade e do espalhamento de idades característicos desses aglomerados.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- [1] ABT, H.A. The ages and dimensions of Trapezium systems. **Astrophysical Journal**, v. 304, p. 688–694, Mai. 1986.
- [2] ABT, H.A.; CORBALLY, C.J. The maximum age of Trapezium systems. **Astrophysical Journal**, v. 541, p. 841–848, Out. 2000.
- [3] AMBARTSUMIAN, V.A. Stellar associations. In: STELLAR EVOLUTION AND ASTROPHYSICS, Yerevan, Armenian Academy of Sciences, p. 12–16 e 26–27, 1947.
- [4] AMBARTSUMIAN, V.A. Stellar associations. **Soviet Astronomy**, v. 26, p. 3–9, 1949.
- [5] AMBARTSUMIAN, V.A. Multiple systems of Trapezium type. **Communications of the Byurakan Observatory**, v. 15, p. 3–35, 1954.
- [6] BARNARD, E.E. **Catalogue of 349 dark objects in the sky**. Chicago: University of Chicago Press, 1927.
- [7] BASTIAN, N.; COVEY, K.R.; MEYER, M.R. A Universal Stellar Initial Mass Function? A Critical Look at Variations. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 48, p. 339–389, Set. 2010.
- [8] BASTIAN, N.; GIELES, M. Cluster disruption: combining theory and observations. In: MASS LOSS FROM STARS AND THE EVOLUTION OF STELLAR CLUSTERS, de Koter, A.; Smith, L.J.; Waters, L.B.F.M., editores, v. 388 de **Astronomical Society of the Pacific Conference Series**, San Francisco, Astronomical Society of the Pacific, p. 353–366, Jun. 2008.
- [9] BASTIAN, N.; GOODWIN, S.P. Evidence for the strong effect of gas removal on the internal dynamics of young stellar clusters. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 369, p. L9–L13, Jun. 2006.

- [10] BATTINELLI, P.; CAPUZZO-DOLCETTA, R. Formation and evolutionary properties of the Galactic open cluster system. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 249, p. 76–83, Mar. 1991.
- [11] BECKER, W.; FENKART, R. A catalogue of galactic star clusters observed in three colours. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 4, p. 241–252, Out. 1971.
- [12] BEKKI, K.; FREEMAN, K.C. Formation of ω Centauri from an ancient nucleated dwarf galaxy in the young Galactic disc. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 346, p. L11–L15, Dez. 2003.
- [13] BESSELL, M.S.; BRETT, J.M. *JHKLM* photometry - standard systems, passbands, and intrinsic colors. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 100, p. 1134–1151, Set. 1988.
- [14] BICA, E.; BONATTO, C.; DUTRA, C.M. Investigating the borderline between a young star cluster and a small stellar association: a test case with Bochum 1. **Astronomy and Astrophysics**, v. 489, p. 1129–1140, Out. 2008.
- [15] BINNEY, J.; TREMAINE, S. **Galactic Dynamics**. Princeton: Princeton University Press, 1987.
- [16] BLAAUW, A. The O associations in the solar neighborhood. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 2, p. 213–246, 1964.
- [17] BLITZ, L.; FICH, M.; STARK, A.A. Catalog of CO radial velocities toward galactic HII regions. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 49, p. 183–206, Jun. 1982.
- [18] BONATTO, C.; BICA, E. Detailed analysis of open clusters: A mass function break and evidence of a fundamental plane. **Astronomy and Astrophysics**, v. 437, p. 483–500, Jul. 2005.
- [19] BONATTO, C.; BICA, E. Open clusters in dense fields: the importance of field-star decontamination for NGC 5715, Lyngå 4, Lyngå 9, Trumpler 23, Trumpler 26 and Czernik 37. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 377, p. 1301–1323, Mai. 2007.

- [20] BONATTO, C.; BICA, E. Probing the age and structure of the nearby very young open clusters NGC 2244 and NGC 2239. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 394, p. 2127–2140, Abr. 2009.
- [21] BONATTO, C.; BICA, E. The fate of the pre-main sequence-rich clusters Collinder 197 and vdB 92: dissolution? **Astronomy and Astrophysics**, v. 516, p. 81–+, Jun. 2010.
- [22] BONATTO, C.; BICA, E. Constraining the star formation rate in the solar neighbourhood with star clusters. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 415, p. 2827–2831, Ago. 2011.
- [23] BONATTO, C.; BICA, E.; LIMA, E.F. Deriving reliable fundamental parameters of pre-main-sequence-rich star clusters affected by differential reddening. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 420, p. 352–360, Fev. 2012a.
- [24] BONATTO, C.; BICA, E.; ORTOLANI, S.; BARBUY, B. Detection of K_s-excess stars in the 14 Myr open cluster NGC 4755. **Astronomy and Astrophysics**, v. 453, p. 121–132, Jul. 2006a.
- [25] BONATTO, C.; LIMA, E.F.; BICA, E. Unveiling hidden properties of young star clusters: differential reddening, star-formation spread, and binary fraction. **Astronomy and Astrophysics**, v. 540, p. 137–+, Abr. 2012b.
- [26] BONATTO, C.; SANTOS, J.F.C., JR.; BICA, E. Mass functions and structure of the young open cluster NGC 6611. **Astronomy and Astrophysics**, v. 445, p. 567–577, Jan. 2006b.
- [27] BONNELL, I.A.; LARSON, R.B.; ZINNECKER, H. The Origin of the Initial Mass Function. **Protostars and Planets V**, p. 149–164, 2007.
- [28] CAMARGO, D.; BONATTO, C.; BICA, E. Towards a census of the Galactic anti-centre star clusters: colour-magnitude diagram and structural analyses of a sample of 50 objects. **Astronomy and Astrophysics**, v. 521, p. 42–+, Out. 2010.
- [29] CAMARGO, D.; BONATTO, C.; BICA, E. Towards a census of the Galactic anti-centre star clusters II: exploring lower overdensities. **ArXiv e-prints**, Abr. 2012.

- [30] CAPPA, C.E.; VASQUEZ, J.; ARNAL, E.M.; CICHOWOLSKI, S.; PINEAULT, S. The ISM around WR152 and WR153ab. In: **MASSIVE STARS: FUNDAMENTAL PARAMETERS AND CIRCUMSTELLAR INTERACTIONS**, v. 33 de **Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica Conference Series**. Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica, p. 142–144, Ago. 2008.
- [31] CARVALHO, L.; SAURIN, T.A.; BICA, E.; BONATTO, C.; SCHMIDT, A. Structures in surface-brightness profiles of LMC and SMC star clusters: evidence of mergers? **Astronomy and Astrophysics**, v. 485, p. 71–80, Jul. 2008.
- [32] CROWTHER, P.A. Physical properties of Wolf-Rayet stars. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 45, p. 177–219, Set. 2007.
- [33] CUTRI, R.M.; SKRUTSKIE, M.F.; VAN DYK, S.; BEICHMAN, C.A.; CARPENTER, J.M.; CHESTER, T.; CAMBRESY, L.; EVANS, T.; FOWLER, J.; GIZIS, J.; HOWARD, E.; HUCHRA, J.; JARRETT, T.; KOPAN, E.L.; KIRKPATRICK, J.D.; LIGHT, R.M.; MARSH, K.A.; MCCALLON, H.; SCHNEIDER, S.; STIENING, R.; SYKES, M.; WEINBERG, M.; WHEATON, W.A.; WHEELLOCK, S.; ZACARIAS, N. 2MASS All-Sky Catalog of Point Sources (Cutri+ 2003). **VizieR Online Data Catalog**, v. 2246, Mar. 2003.
- [34] DAHM, S.E.; SIMON, T. The T Tauri star population of the young cluster NGC 2264. **Astronomical Journal**, v. 129, p. 829–855, Fev. 2005.
- [35] DE LA FUENTE MARCOS, R.; DE LA FUENTE MARCOS, C. Hierarchical Star Formation in the Milky Way Disk. **Astrophysical Journal**, v. 700, p. 436–446, Jul. 2009.
- [36] DE WIT, W.J.; TESTI, L.; PALLA, F.; VANZI, L.; ZINNECKER, H. The origin of massive O-type field stars. Part I: a search for clusters. **Astronomy and Astrophysics**, v. 425, p. 937–948, Out. 2004.
- [37] DE WIT, W.J.; TESTI, L.; PALLA, F.; ZINNECKER, H. The origin of massive O-type field stars. Part II: field O stars as runaways. **Astronomy and Astrophysics**, v. 437, p. 247–255, Jul. 2005.
- [38] DE ZEEUW, P.T.; HOOGERWERF, R.; DE BRUIJNE, J.H.J.; BROWN, A.G.A.; BLAAUW, A. A HiPParCoS census of the nearby OB associations. **Astronomical Journal**, v. 117, p. 354–399, Jan. 1999.

- [39] DREYER, J.L.E. A New General Catalogue of Nebulae and Clusters of Stars, being the Catalogue of the late Sir John F.W. Herschel, Bart., revised, corrected, and enlarged. **Memoirs of the Royal Astronomical Society**, v. 49, p. 1–237, 1888.
- [40] DREYER, J.L.E. Index Catalogue of Nebulae found in the years 1888 to 1894, with Notes and Corrections to the New General Catalogue. **Memoirs of the Royal Astronomical Society**, v. 51, p. 185–228, 1895.
- [41] DUTRA, C.M.; SANTIAGO, B.X.; BICA, E. Low-extinction windows in the inner Galactic bulge. **Astronomy and Astrophysics**, v. 381, p. 219–226, Jan. 2002.
- [42] ELMEGREEN, B.G. On the Similarity between Cluster and Galactic Stellar Initial Mass Functions. **Astrophysical Journal**, v. 648, p. 572–579, Set. 2006.
- [43] ELMEGREEN, B.G.; CLEMENS, C. On the formation rate of galactic clusters in clouds of various masses. **Astrophysical Journal**, v. 294, p. 523–532, Jul. 1985.
- [44] ELMEGREEN, B.G.; EFREMOV, Y.; PUDRITZ, R.E.; ZINNECKER, H. **Observations and Theory of Star Cluster Formation**, Cap. 7, p. 179–215. University of Arizona Press, Tucson, Mai. 2000.
- [45] ELSON, R.A.W.; FALL, S.M.; FREEMAN, K.C. The structure of young star clusters in the Large Magellanic Cloud. **Astrophysical Journal**, v. 323, p. 54–78, Dez. 1987.
- [46] FEIGELSON, E.D.; GETMAN, K.V.; TOWNSLEY, L.K.; BROOS, P.S.; POVICH, M.S.; GARMIRE, G.P.; KING, R.R.; MONTMERLE, T.; PREIBISCH, T.; SMITH, N.; STASSUN, K.G.; WANG, J.; WOLK, S.; ZINNECKER, H. X-ray Star Clusters in the Carina Complex. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 194, p. 9–19, Mai. 2011.
- [47] FELLHAUER, M.; KROUPA, P. Star cluster survival in star cluster complexes under extreme residual gas expulsion. **Astrophysical Journal**, v. 630, p. 879–886, Set. 2005.
- [48] FOSTER, T.; ROUTLEDGE, D. A new distance technique for Galactic plane objects. **Astrophysical Journal**, v. 598, p. 1005–1016, Dez. 2003.
- [49] FRIEL, E.D. The Old Open Clusters Of The Milky Way. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 33, p. 381–414, 1995.

- [50] FROEBRICH, D.; SCHOLZ, A.; EISLÖFFEL, J.; MURPHY, G.C. Star formation in globules in IC 1396. **Astronomy and Astrophysics**, v. 432, p. 575–584, Mar. 2005.
- [51] FURLAN, E.; WATSON, D.M.; MCCLURE, M.K.; MANOJ, P.; ESPAILLAT, C.; D’ALESSIO, P.; CALVET, N.; KIM, K.H.; SARGENT, B.A.; FORREST, W.J.; HARTMANN, L. Disk evolution in the three nearby star-forming regions of Taurus, Chamaeleon, and Ophiuchus. **Astrophysical Journal**, v. 703, p. 1964–1983, Oct. 2009.
- [52] GETMAN, K.V.; FEIGELSON, E.D.; GARMIRE, G.; BROOS, P.; WANG, J. X-Ray Study of Triggered Star Formation and Protostars in IC 1396N. **Astrophysical Journal**, v. 654, p. 316–337, Jan. 2007.
- [53] GIELES, M.; PORTEGIES ZWART, S.F. The distinction between star clusters and associations. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 410, p. L6–L7, Jan. 2011.
- [54] GNEDIN, O.Y.; ZHAO, H.; PRINGLE, J.E.; FALL, S.M.; LIVIO, M.; MEYLAN, G. The unique history of the globular cluster ω Centauri. **Astrophysical Journal Letters**, v. 568, p. L23–L26, Mar. 2002.
- [55] GOODWIN, S.P. The effect of the dynamical state of clusters on gas expulsion and infant mortality. **Astrophysics and Space Science**, v. 324, p. 259–263, Dez. 2009.
- [56] GOULIERMIS, D.A.; CHU, Y.-H.; HENNING, T.; BRANDNER, W.; GRUENDL, R.A.; HENNEKEMPER, E.; HORMUTH, F. NGC 346 in The Small Magellanic Cloud. IV. Triggered Star Formation in the HII Region N 66. **Astrophysical Journal**, v. 688, p. 1050–1059, Dez. 2008.
- [57] GVARAMADZE, V.V.; BOMANS, D.J. Search for OB stars running away from young star clusters. I. NGC 6611. **Astronomy and Astrophysics**, v. 490, p. 1071–1077, Nov. 2008.
- [58] HAMANN, W.-R.; GRÄFENER, G.; LIERMANN, A. The galactic WN stars. Spectral analyses with line-blanketed model atmospheres versus stellar evolution models with and without rotation. **Astronomy and Astrophysics**, v. 457, p. 1015–1031, Oct. 2006.

- [59] HARO, G. Herbig's nebulous objects near NGC 1999. **Astrophysical Journal**, v. 115, p. 572–572A, Mai. 1952.
- [60] HARO, G. H α emission stars and peculiar objects in the Orion nebula. **Astrophysical Journal**, v. 117, p. 73–82, Jan. 1953.
- [61] HARTEN, R.H.; FELLI, M.; TOFANI, G. A study of the radio continuum emission of the giant HII region S 132. **Astronomy and Astrophysics**, v. 70, p. 205–211, Nov. 1978.
- [62] HERBIG, G.H. The spectrum of the nebulosity surrounding T Tauri. **Astrophysical Journal**, v. 111, p. 11–14, Jan. 1950.
- [63] HERBIG, G.H. The spectra of two nebulous objects near NGC 1999. **Astrophysical Journal**, v. 113, p. 697–699, Mai. 1951.
- [64] HERBIG, G.H. The spectra of Be- and Ae-type stars associated with nebulosity. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 4, p. 337–368, Mar. 1960.
- [65] HILKER, M.; RICHTLER, T. ω Centauri - a former nucleus of a dissolved dwarf galaxy? New evidence from Strömgren photometry. **Astronomy and Astrophysics**, v. 362, p. 895–909, Out. 2000.
- [66] HILLS, J.G. The effect of mass loss on the dynamical evolution of a stellar system - Analytic approximations. **Astrophysical Journal**, v. 235, p. 986–991, Fev. 1980.
- [67] HODAPP, K.-W. Star formation in young embedded clusters: New observational results using near-infrared detector arrays. **Infrared Physics and Technology**, v. 35, p. 167–174, Mar. 1994.
- [68] IKEDA, H.; SUGITANI, K.; WATANABE, M.; FUKUDA, N.; TAMURA, M.; NAKAJIMA, Y.; PICKLES, A.J.; NAGASHIMA, C.; NAGAYAMA, T.; NAKAYA, H.; NAKANO, M.; NAGATA, T. Sequential Star Formation in a Cometary Globule (BRC 37) of IC 1396. **Astronomical Journal**, v. 135, p. 2323–2335, Jun. 2008.
- [69] JOY, A.H. T Tauri variable stars. **Astrophysical Journal**, v. 102, p. 168–195, Set. 1945.

- [70] KHARCHENKO, N.V.; PISKUNOV, A.E.; RÖSER, S.; SCHILBACH, E.; SCHOLZ, R.-D. Astrophysical parameters of Galactic open clusters. **Astronomy and Astrophysics**, v. 438, p. 1163–1173, Ago. 2005.
- [71] KING, I. The structure of star clusters. I. an empirical density law. **Astronomical Journal**, v. 67, p. 471–485, Out. 1962.
- [72] KROUPA, P. On the variation of the initial mass function. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 322, p. 231–246, Abr. 2001.
- [73] KROUPA, P. The Fundamental Building Blocks of Galaxies. In: THE THREE-DIMENSIONAL UNIVERSE WITH GAIA, Turon, C.; O’Flaherty, K.S.; Perryman, M.A.C., editores, v. 576 de **ESA Special Publication**, Noordwijk, ESA Publications Division, p. 629–636, Jan. 2005.
- [74] KROUPA, P.; BOILY, C.M. On the mass function of star clusters. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 336, p. 1188–1194, Nov. 2002.
- [75] KRUIJSSEN, J.M.D.; MASCHBERGER, T.; MOECKEL, N.; CLARKE, C.J.; BASTIAN, N.; BONNELL, I.A. The dynamical state of stellar structure in star-forming regions. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 419, p. 841–853, Jan. 2012.
- [76] KUMAR, M.S.N.; SCHMEJA, S. The spatial distribution of substellar objects in IC 348 and the Orion Trapezium cluster. **Astronomy and Astrophysics**, v. 471, p. L33–L36, Ago. 2007.
- [77] LADA, C.J.; ADAMS, F.C. Interpreting infrared color-color diagrams - Circumstellar disks around low- and intermediate-mass young stellar objects. **Astrophysical Journal**, v. 393, p. 278–288, Jul. 1992.
- [78] LADA, C.J.; LADA, C.A. Embedded clusters in molecular clouds. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 41, p. 57–115, 2003.
- [79] LUHMAN, K.L. The stellar population of the Chamaeleon I star-forming region. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 173, p. 104–136, Nov. 2007.
- [80] LUHMAN, K.L. Chamaeleon. In: HANDBOOK OF STAR FORMING REGIONS - VOLUME II: THE SOUTHERN SKY, Reipurth, B., editor, v. 5 de **Astronomical**

- Society of the Pacific Monograph Publications**, p. 169–212. Astronomical Society of the Pacific, San Francisco, Dez. 2008.
- [81] LYNDS, B.T. Catalogue of dark nebulae. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 7, p. 1–44, Mai. 1962.
- [82] MARIGO, P.; GIRARDI, L.; BRESSAN, A.; GROENEWEGEN, M.A.T.; SILVA, L.; GRANATO, G.L. Evolution of asymptotic giant branch stars. II. Optical to far-infrared isochrones with improved TP-AGB models. **Astronomy and Astrophysics**, v. 482, p. 883–905, Mai. 2008.
- [83] MATHIEU, R.D. Dynamical constraints on star formation efficiency. **Astrophysical Journal Letters**, v. 267, p. L97–L101, Abr. 1983.
- [84] MERCER, E.P.; MILLER, J.M.; CALVET, N.; HARTMANN, L.; HERNANDEZ, J.; SICILIA-AGUILAR, A.; GUTERMUTH, R. Chandra and Spitzer Observations Reveal New YSOs in the Heart of Trumpler 37. **Astronomical Journal**, v. 138, p. 7–18, Jul. 2009.
- [85] MEYER, M.R.; CALVET, N.; HILLENBRAND, L.A. Intrinsic near-infrared excesses of T Tauri stars: understanding the classical T Tauri star locus. **Astronomical Journal**, v. 114, p. 288–300, Jul. 1997.
- [86] MOECKEL, N.; BONNELL, I.A. Does subcluster merging accelerate mass segregation in local clusters? **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 400, p. 657–664, Dez. 2009.
- [87] MOMANY, Y.; ORTOLANI, S.; BONATTO, C.; BICA, E.; BARBUY, B. Multi-conjugate adaptive optics VLT imaging of the distant old open cluster FSR 1415. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 391, p. 1650–1658, Dez. 2008.
- [88] MORBIDELLI, L.; PATRIARCHI, P.; PERINOTTO, M.; BARBARO, G.; DI BARTOLOMEO, A. Dust properties in the direction of Trumpler 37. **Astronomy and Astrophysics**, v. 327, p. 125–129, Nov. 1997.
- [89] NEGUERUELA, I.; MARCO, A. The Young Open Cluster Berkeley 55. **Astronomical Journal**, v. 143, p. 46–56, Fev. 2012.

- [90] OBERTO, A.; WENGER, M.; LEJAL, J.P.; JAEHN, S.; BARANNE, B.; HATT, M.; DELLICOUR, O.; DEPREZ, J. SIMBAD 4: a new release with new possibilities. In: ASTRONOMICAL DATA ANALYSIS SOFTWARE AND SYSTEMS XV, Gabriel, C.; Arviset, C.; Ponz, D.; Enrique, S., editores, v. 351 de **Astronomical Society of the Pacific Conference Series**. Astronomical Society of the Pacific, p. 703–706, Jul. 2006.
- [91] OCHSENBEIN, F.; BAUER, P.; MARCOUT, J. The Vizier database of astronomical catalogues. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 143, p. 23–32, Abr. 2000.
- [92] ODENKIRCHEN, M.; GREBEL, E.K.; ROCKOSI, C.M.; DEHNEN, W.; IBATA, R.; RIX, H.-W.; STOLTE, A.; WOLF, C.; ANDERSON, J.E., JR.; BAHCALL, N.A.; BRINKMANN, J.; CSABAI, I.; HENNESSY, G.; HINDSLEY, R.B.; IVEZIĆ, Ž.; LUPTON, R.H.; MUNN, J.A.; PIER, J.R.; STOUGHTON, C.; YORK, D.G. Detection of Massive Tidal Tails around the Globular Cluster Palomar 5 with Sloan Digital Sky Survey Commissioning Data. **Astrophysical Journal Letters**, v. 548, p. L165–L169, Fev. 2001.
- [93] PARKER, R.J.; GOODWIN, S.P. Do O-stars form in isolation? **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 380, p. 1271–1275, Set. 2007.
- [94] PERRYMAN, M.A.C.; LINDEGREN, L.; KOVALEVSKY, J.; HOEG, E.; BASTIAN, U.; BERNACCA, P.L.; CRÉZÉ, M.; DONATI, F.; GRENON, M.; VAN LEEUWEN, F.; VAN DER MAREL, H.; MIGNARD, F.; MURRAY, C.A.; LE POOLE, R.S.; SCHRIJVER, H.; TURON, C.; ARENOU, F.; FROESCHLÉ, M.; PETERSEN, C.S. The HiPParCoS catalogue. **Astronomy and Astrophysics**, v. 323, p. L49–L52, Jul. 1997.
- [95] PFLAMM-ALTENBURG, P.; KROUPA, J. A highly abnormal massive star mass function in the Orion nebula cluster and the dynamical decay of trapezium systems. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 373, p. 295–304, Nov. 2006.
- [96] PUGA, E.; HONY, S.; NEINER, C.; LENORZER, A.; HUBERT, A.-M.; WATERS, L.B.F.M.; CUSANO, F.; RIPEPI, V. Spitzer/IRAC view of Sh2-284. Searching for evidence of triggered star formation in an isolated region in the outer Milky Way. **Astronomy and Astrophysics**, v. 503, p. 107–119, Ago. 2009.

- [97] REACH, W.T.; RHO, J.; YOUNG, E.; MUZEROLLE, J.; FAJARDO-ACOSTA, S.; HARTMANN, L.; SICILIA-AGUILAR, A.; ALLEN, L.; CAREY, S.; CUILLAN-DRE, J.-C.; JARRETT, T.H.; LOWRANCE, P.; MARSTON, A.; NORIEGA-CRESPO, A.; HURT, R.L. Protostars in the Elephant Trunk nebula. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 154, p. 385–390, Set. 2004.
- [98] REID, M.J.; MENTEN, K.M.; ZHENG, X.W.; BRUNTHALER, A.; MOSCADELLI, L.; XU, Y.; ZHANG, B.; SATO, M.; HONMA, M.; HIROTA, T.; HACHISUKA, K.; CHOI, Y.K.; MOELLENBROCK, G.A.; BARTKIEWICZ, A. Trigonometric Parallaxes of Massive Star-Forming Regions. VI. Galactic Structure, Fundamental Parameters, and Noncircular Motions. **Astrophysical Journal**, v. 700, p. 137–148, Jul. 2009.
- [99] REIPURTH, B.; BALLY, J. Herbig-Haro flows: probes of early stellar evolution. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 39, p. 403–455, 2001.
- [100] SAURIN, T.A.; BICA, E.; BONATTO, C. Star clusters in the Sh2-132 complex: clues about the connection between embedded and open clusters. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 407, p. 133–143, Jun. 2010.
- [101] SAURIN, T.A.; BICA, E.; BONATTO, C. The embedded cluster or association Trumpler 37 in IC 1396: a search for evolutionary constraints. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 421, p. 3206–3216, 2012.
- [102] SCHLEGEL, D.J.; FINKBEINER, D.P.; DAVIS, M. Maps of dust infrared emission for use in estimation of reddening and cosmic microwave background radiation foregrounds. **Astrophysical Journal**, v. 500, p. 525–553, Jun. 1998.
- [103] SCHMEJA, S.; KUMAR, M.S.N.; FERREIRA, B. The structures of embedded clusters in the Perseus, Serpens and Ophiuchus molecular clouds. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 389, p. 1209–1217, Set. 2008.
- [104] SHARPLESS, S. A catalogue of HII regions. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 4, p. 257–279, Dez. 1959.
- [105] SIESS, L.; DUFOUR, E.; FORESTINI, M. An internet server for pre-main sequence tracks of low- and intermediate-mass stars. **Astronomy and Astrophysics**, v. 358, p. 593–599, Jun. 2000.

- [106] SKRUTSKIE, M.F.; CUTRI, R.M.; STIENING, R.; WEINBERG, M.D.; SCHNEIDER, S.; CARPENTER, J.M.; BEICHMAN, C.; CAPPS, R.; CHESTER, T.; ELIAS, J.; HUCHRA, J.; LIEBERT, J.; LONSDALE, C.; MONET, D.G.; PRICE, S.; SEITZER, P.; JARRETT, T.; KIRKPATRICK, J.D.; GIZIS, J.E.; HOWARD, E.; EVANS, T.; FOWLER, J.; FULLMER, L.; HURT, R.; LIGHT, R.; KOPAN, E.L.; MARSH, K.A.; MCCALLON, H.L.; TAM, R.; VAN DYK, S.; WHEELLOCK, S. The Two Micron All Sky Survey (2MASS). **Astronomical Journal**, v. 131, p. 1163–1183, Feb. 2006.
- [107] SMITH, L.F.; SHARA, M.M.; MOFFAT, A.F.J. A three-dimensional classification for WN stars. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 281, p. 163–191, Jul. 1996.
- [108] STAUFFER, J.R.; HARTMANN, L.W.; PROSSER, C.F.; RANDICH, S.; BALACHANDRAN, S.; PATTEN, B.M.; SIMON, T.; GIAMPAPA, M. Rotational Velocities and Chromospheric/Coronal Activity of Low-Mass Stars in the Young Open Clusters IC 2391 and IC 2602. **Astrophysical Journal**, v. 479, p. 776–791, Abr. 1997.
- [109] STROM, S.E.; STROM, K.M.; GRASDALEN, G.L. Young stellar objects and dark interstellar clouds. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 13, p. 187–216, 1975.
- [110] SUGITANI, K.; FUKUI, Y.; OGURA, K. A catalog of bright-rimmed clouds with IRAS point sources: candidates for star formation by radiation-driven implosion. I - The northern hemisphere. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 77, p. 59–66, Set. 1991.
- [111] TEIXEIRA, P.S. **From dust to light: a study of star formation in NGC 2264**. Out. 2008. Tese de Doutorado – Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics, USA and University of Lisbon, Portugal.
- [112] TOKOVININ, A.A. MSC - a catalogue of physical multiple stars. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 124, p. 75–84, Jul. 1997.
- [113] TUTUKOV, A.V. Early stages of dynamical evolution of star cluster models. **Astronomy and Astrophysics**, v. 70, p. 57–61, Nov. 1978.

- [114] VAN DER HUCHT, K.A. The VIIth catalogue of galactic Wolf-Rayet stars. **New Astronomy Reviews**, v. 45, p. 135–232, Fev. 2001.
- [115] WATERS, L.B.F.M.; WAELKENS, C. Herbig Ae/Be stars. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 36, p. 233–266, 1998.
- [116] WEIKARD, H.; WOUTERLOOT, J.G.A.; CASTETS, A.; WINNEWISSER, G.; SUGITANI, K. The structure of the IC 1396 region. **Astronomy and Astrophysics**, v. 309, p. 581–611, Mai. 1996.
- [117] WENGER, M.; OCHSENBEIN, F.; EGRET, D.; DUBOIS, P.; BONNAREL, F.; BORDE, S.; GENOVA, F.; JASNIEWICZ, G.; LALOË, S.; LESTEVEN, S.; MONIER, R. The SIMBAD astronomical database. The CDS reference database for astronomical objects. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 143, p. 9–22, Abr. 2000.
- [118] WHITMORE, B.C.; SCHWEIZER, F. Hubble space telescope observations of young star clusters in NGC 4038/4039, 'the antennae' galaxies. **Astronomical Journal**, v. 109, p. 960–980, Mar. 1995.
- [119] WILSON, C.P. Dynamical models of elliptical galaxies. **Astronomical Journal**, v. 80, p. 175–187, Mar. 1975.

ANEXO

LISTA DE PUBLICAÇÕES

Artigos

- Saurin, Bica & Bonatto 2010, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 407, 133.
- Saurin, Bica & Bonatto 2012, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 421, 3206.