

UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO GRANDE DO SUL
INSTITUTO DE FÍSICA

Estágios Iniciais de Aglomerados Estelares *

Jules Batista Soares

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

Porto Alegre
Setembro - 2005

*Trabalho financiado pelo CNPq e CAPES

Resumo

Analisamos aglomerados imersos em nuvens moleculares, os quais são fundamentais para a compreensão dos estágios evolutivos iniciais da formação estelar. Na presente tese exploramos principalmente objetos associados a nebulosas de reflexão.

Os objetos que estão no foco central do nosso estudo são possíveis aglomerados presentes na direção de nebulosas de reflexão ou emissão, já apontados pelos trabalhos de Bica et al. (2003b) e Dutra et al. (2003). No estudo desses sistemas utilizamos principalmente dados do Catálogo 2MASS.

A análise fotométrica é baseada em diagramas cor-magnitude e cor-cor, juntamente com isócronas teóricas de pré-seqüência-principal. A distribuição angular de densidade superficial de estrelas no aglomerado e no campo próximo é um outro método de análise utilizado. Através da análise fotométrica e espectroscópica obtivemos os parâmetros físicos fundamentais dos aglomerados.

Com base na emissão de estrelas na banda K_s , realizamos uma busca por novos aglomerados imersos. A busca foi orientada na direção central de 47 nebulosas no ótico selecionadas a partir do Catálogo de Dutra et al. (2003), varrendo um raio angular de $r = 10'$ para cada direção. A busca resultou na descoberta de um aglomerado imerso ainda não catalogado, e aqueles já catalogados foram redescobertos.

Neste trabalho obtivemos parâmetros físicos para mais de 30 aglomerados imersos. O raio linear derivado para esses objetos situa-se na faixa de 0,3 a 0,9 pc e o número de estrelas membros detectadas fica geralmente na faixa de 20 a 50.

A idade média derivada para a amostra indica uma população bastante jovem. A maior parte dos aglomerados possui uma idade de 1 a 2 milhões de anos. Em nossa amostra o objeto mais massivo encontrado possui uma massa estimada de $\approx 200M_{\odot}$. Entretanto, a maioria dos aglomerados possui massa estimada na faixa de $\approx 20M_{\odot}$ a $\approx 60M_{\odot}$. Os valores de massa total para cada aglomerado não possuem uma correlação aparente com o ambiente da nebulosa. Os aglomerados imersos associados a nebulosas em ambientes de complexo HII podem apresentar massas tão baixas quanto aqueles associados a nebulosas de reflexão. Estes sistemas estelares provavelmente não apresentam estrelas com massas superiores àquela de uma estrela com tipo espectral B.

Finalmente, estudamos um aglomerado imerso contendo uma estrela OV, o aglomerado NGC 2264. Obtivemos uma função de massa inicial (FMI) para o aglomerado NGC 2264 a partir de 346 fontes de raio-X detectadas pelo CHANDRA com contrapartida no infra-vermelho. A FMI derivada inclui massas estelares acima de $M = 0,03M_{\odot}$. Em comparação com a FMI da vizinhança solar existe uma deficiência de estrelas de baixa massa para $M < 0,3M_{\odot}$.

As massas estimadas para os objetos analisados indicam que eles são sistemas estelares não-ligados gravitacionalmente. A maioria dos aglomerados de nossa amostra possui massa inferior a $100M_{\odot}$ e está associada a nebulosas de reflexão. A formação de estrelas do tipo O em aglomerados imersos não-ligados gravitacionalmente não parece ser freqüente, segundo nossos resultados.

Abstract

We analyse embedded clusters in molecular clouds, which are fundamental objects for understanding the initial evolutionary stages of star formation. In this thesis we explore objects associated mostly to reflection nebulae, but we also include some in environments of emission nebulae.

The sample includes some embedded clusters recently discovered by Bica et al. (2003b) and Dutra et al. (2003) in directions of reflection and emission nebulae. The present study is mostly based on near infrared photometry from 2MASS.

The photometric analysis is based on colour-magnitude and colour-colour diagrams, together with theoretical pre-main-sequence isochrones. We also used the stellar surface density profiles. We obtained cluster fundamental parameters by means of spectroscopic and photometric analyses.

Based on concentration of K_s emission from pre-main-sequence stars with circumstellar disks we searched for new embedded clusters. The search was carried out in the directions of 47 optical nebulae, covering an angular radius of $r = 10'$ for each direction. A new embedded cluster was discovered, and previously catalogued ones were recovered.

In the present thesis we obtained physical parameters for more than 30 embedded clusters. The derived linear radius for these objects is in the range 0.3 to 0.9 pc and the number of cluster members is 20-50. The derived ages indicate a very young population. Most of the clusters have an age of 1 to 2 Myrs.

The most massive object in our sample has an estimated mass of $\approx 200M_{\odot}$. Nonetheless, the majority of the clusters has $\approx 20M_{\odot}$ to $\approx 60M_{\odot}$. The total mass for each cluster does not present a clear correlation with the nebula environment. The

embedded clusters associated with HII complex environments can have masses as low as those associated with reflection nebulae. These stellar systems probably do not contain stars with masses larger than those of a type B star, and are not the main sources of ionization in the complex.

Finally, we study an embedded star cluster containing an OV star, the NGC 2264 cluster. We obtained the Initial Mass Function (IMF) for the NGC 2264 cluster based on 346 X-ray sources detected by CHANDRA with counterparts in the infrared. The derived IMF includes star masses larger than $M = 0.03M_{\odot}$. There is a deficiency of low mass stars in the range $M < 0.3M_{\odot}$, as compared to that of the solar neighborhood.

Considering the estimated masses for the analysed objects, they appear to be unbound systems. Most of the clusters in our sample have masses lower than $100M_{\odot}$ and they are associated to reflection nebulae. The formation of O type stars in unbound embedded clusters does not appear to be frequent, according to our results.

Notação

As seguintes siglas e notações são amplamente utilizadas ao longo do texto:

DCC - *Diagrama cor-cor*

DCM - *Diagrama cor-magnitude*

EFE - *Eficiência de formação estelar*

FMI - *Função de massa inicial*

IVP - *Infra-vermelho-próximo*

NMG - *Nuvem molecular gigante*

PSP - *Pré-seqüência-principal*

SP - *Seqüência-principal*

M_{\odot} - *Massa solar*

d_{\odot} - *Distância ao Sol*

Sumário

1	Introdução	1
1.1	Buscas sistemáticas e identificação	2
1.2	Associação com a Nuvem Molecular	4
1.3	Formação de aglomerados imersos	4
1.4	Evolução dinâmica	6
1.5	Estrelas T Tauri	9
1.6	O presente trabalho	10
2	Métodos de análise	11
2.1	Diagrama cor-cor	12
2.2	Perfil de densidade superficial	15
2.3	Diagrama cor-magnitude	18
2.4	Critério de seleção de membros	19
2.5	Dados observacionais	21
2.5.1	2MASS	23
2.5.2	Sofi/NTT-observação e redução de dados	26
2.5.3	Espectroscopia CASLEO	27
3	Busca e análise de aglomerados imersos	28
3.1	Catálogo de aglomerados imersos	28

3.2	Seleção da amostra	29
3.3	Estimativa de massa e idade	30
3.4	Análise da amostra	32
3.5	Busca por novos aglomerados imersos	48
3.6	Conclusões	52
4	Aglomerados em nebulosas de reflexão	55
4.1	Dados espectroscópicos e fotométricos	57
4.2	Métodos de Análise	62
4.2.1	Espectroscopia	62
4.2.2	Estrutura	62
4.2.3	Diagrama cor-magnitude	63
4.3	Discussão dos aglomerados	67
4.3.1	Aglomerado na nebulosa vdBH-RN 26	67
4.3.2	Aglomerado na nebulosa vdBH-RN 38	70
4.3.3	Aglomerado na nebulosa GGD 20	73
4.3.4	Aglomerado na nebulosa NGC 6595	76
4.4	Conclusões	77
5	Análise do aglomerado NGC 2264	79
5.1	Contrapartida em raio-X	80
5.2	Diagrama cor-magnitude	84
5.3	Função de massa inicial	84
5.4	Conclusões	88
6	Conclusões gerais	91
6.1	Perspectivas	96

Capítulo 1

Introdução

O estudo de aglomerados estelares desempenha um papel muito importante na astronomia moderna. Os modelos teóricos de evolução estelar encontram nesses sistemas um laboratório bastante apropriado na busca da respectiva corroboração observacional. As estrelas membros desses sistemas possuem muitos parâmetros físicos em comum. Essas estrelas foram formadas a partir de uma mesma nuvem molecular, logo, possuem praticamente a mesma distância, metalicidade e idade. As estrelas membros de um aglomerado estelar estão sujeitas a um mesmo potencial gravitacional. Além disso, para os aglomerados mais próximos podem existir determinações de distância bastante precisas obtidas através da paralaxe. Nesse cenário, os modelos de dinâmica estelar encontram um campo de testes e inspiração muito apropriado.

O avanço tecnológico dos instrumentos de observação no infra-vermelho nos últimos 15 anos tem proporcionado aos astrônomos a possibilidade de enxergar o "ventre fértil" das nuvens moleculares gigantes (NMG) e seus rebentos, os aglomerados este-

lares imersos. Esses aglomerados apresentam estrelas ainda no processo de formação ou em estágios iniciais de evolução. A particular importância no estudo desses objetos está na função de massa inicial (FMI) e no processo de formação estelar. Recentemente, com o contínuo avanço dos equipamentos, está sendo possível analisar os discos circumestelares e as estrelas de baixíssima massa, incluindo as anãs marrons.

Neste capítulo de introdução apresentaremos uma pequena revisão sobre os aglomerados estelares imersos em nuvens moleculares, apoiada nos artigos de Lada e Lada (2003) e Shu et al. (1987). É interessante salientar que o conhecimento detalhado desses objetos baseia-se principalmente nas observações realizadas nos últimos 15 anos.

1.1 Buscas sistemáticas e identificação

Numa imagem fotométrica, seja de um CCD ou de uma placa fotográfica, um aglomerado basicamente caracteriza-se por um excesso de estrelas em relação ao fundo de estrelas de campo projetadas na mesma área.

Alguns parâmetros são cruciais na identificação de um aglomerado, tais como a riqueza no número de estrelas, o brilho aparente das suas estrelas mais brilhantes, a quantidade de poeira em sua direção e o seu tamanho angular. Nesse sentido, podemos salientar que um aglomerado pobre, de baixa concentração e constituído por estrelas débeis dificilmente seria identificado.

Na identificação de aglomerados imersos em poeira, onde grande parte das estrelas não são visíveis no ótico, é fundamental a utilização de buscas nas bandas do infravermelho.

Uma vez determinada a existência de um aglomerado imerso, a identificação de estrelas membros pode ser uma tarefa de significativa dificuldade. Dependendo da viabilidade, os métodos utilizados para tal identificação podem basear-se no movimento próprio, espectroscopia e fotometria de multibandas. Grande parte das estrelas consti-

tuintes de aglomerados imersos encontra-se no processo de formação ou estágio inicial de evolução e estão na fase de pré-seqüência-principal (PSP). Algumas técnicas que buscam características intrínsecas de estrelas nessa fase têm se mostrado apropriadas na identificação de membros de aglomerados imersos. Essas técnicas podem incluir busca por emissão em: (i) H_α (p. ex., Sung et al. 1997; Reipurth et al. 2004); (ii) bandas L ou K_s (ex. Soares e Bica 2003); (iii) raio-X (ex. Flaccomio et al. 2000).

O primeiro aglomerado altamente imerso identificado em uma nuvem molecular foi desvendado através de observações no infra-vermelho da nuvem escura de Ophiuchus realizadas há aproximadamente 30 anos (Grasdalen, Strom e Strom 1973; Wilking e Lada 1983). Em um levantamento do número de aglomerados imersos encontrados na literatura a partir de 1988, Lada e Lada (2003) encontraram mais de 100 desses objetos com mais de 35 estrelas dentro de 2 kpc em nossa galáxia. Dutra et al. (2003) e Bica et al. (2003b) compilaram 346 aglomerados ou grupos estelares imersos em quaisquer distância. Basicamente, a descoberta de um aglomerado imerso dá-se através de 3 métodos distintos:

1. estudos focalizados em determinadas regiões de formação estelar recente, tais como NGC 2282 (Horner et al. 1997) e NGC 281 (Megeath & Wilson 1997);
2. buscas sistemáticas em regiões com indicadores de formação estelar, tais como, fontes luminosas do IRAS (ex. Carpenter 1993), *outflows* (Hodapp 1994), estrelas AeBe de Herbig (Testi, Natta & Palla 1998), nuvens de reflexão (ex. Soares et al. 2005a);
3. buscas sistemáticas em nuvens moleculares (ex. Carpenter 2000, Lada et al. 1991).

1.2 Associação com a Nuvem Molecular

Os aglomerados imersos mais jovens, tais como os localizados nas nebulosas NGC 2024 e NGC 1333, estão associados a núcleos massivos e densos de gás molecular, enquanto os mais evoluídos, tais como Trapézio, IC 348, são encontrados em regiões HII e/ou nas periferias das nuvens moleculares.

Aglomerados imersos estão fisicamente associados aos núcleos mais massivos (100-1000 M_{\odot}) e densos ($n(H_2) 10^{4-5}/cm^3$) na nuvem molecular (Lada 1992; Phelps e Lada 1997). Esses núcleos têm diâmetros de 0,5 a 1 pc e fração de gás processado em estrelas na faixa de 10% a 30%.

Tipicamente menos de 10% do gás em uma nuvem molecular gigante está na forma de gás denso. Esse gás é distribuído não uniformemente na nuvem molecular, apresentando numerosos núcleos discretos de maior concentração. Esses núcleos possuem diâmetros na faixa de 0,1 a 2 pc e suas massas variam de poucas unidades até milhares de massas solares. Os núcleos maiores são fortemente concentrados e ocupam uma região correspondente a uma fração muito pequena na nuvem molecular.

1.3 Formação de aglomerados imersos

A grande maioria das NMGs parece conter gás a alta densidade e apresenta sinais de formação estelar. Esse fato sugere que a formação de núcleos densos e, posteriormente estrelas, ocorre rapidamente depois da nuvem ter sido formada a partir do meio interestelar difuso. As NMGs são sistemas ligados gravitacionalmente com campo de velocidades supersônicas. As escalas de tempo de dissipação de turbulência para NMGs parecem ser menores que o tempo de vida da nuvem, sugerindo que em escalas globais as nuvens são estáveis frente ao colapso por pressão oriunda da turbulência interna. Simulações numéricas (ex. Klessen et al. 2000) sugerem que, em tais condições,

fluxos supersônicos no ambiente turbulento podem colidir e dissipar energia. Sob determinadas condições, essas colisões podem produzir núcleos densos que são instáveis gravitacionalmente. Os maiores e mais massivos desses fragmentos são os potenciais sítios de formação estelar. A rápida evolução do gás denso no núcleo massivo para a formação de estrelas envolve a contínua dissipação da turbulência no gás denso que é seguida pela fragmentação, instabilidade e a formação das sementes de protoestrelas que crescem acretando seus envelopes (Clarke et al. 2001). Os fragmentos protoestelares também acretam material do reservatório de gás residual que não faz parte de outros objetos protoestelares (Bonnell et al. 2001a). Devido ao fato que esses embriões compartilham um envelope comum, um processo de acreção competitiva inicia onde os embriões mais massivos ou mais próximos do centro do aglomerado experimentam maiores taxas de acreção. O processo é altamente não linear e mesmo num sistema onde todos os embriões iniciam com a mesma massa pode ocorrer o desenvolvimento de um espectro de massa similar àquele da FMI de estrelas (Bonnell et al. 2001b; Klessen et al. 2001). Neste cenário onde as estrelas mais massivas tendem a formar-se na região central do aglomerado, ocorre um certo grau de segregação de massa primordial. Também é possível a ocorrência de colisões e fusões nas regiões mais densas levando à criação de estrelas muito massivas (Bonnell et al. 1998). A produção de estrelas massivas unicamente através do processo de acreção parece ser improvável devido à forte pressão de radiação presente em embriões estelares com massas superiores a $10 M_{\odot}$ que podem interromper o crescimento da estrela (Adams et al. 1987). No entanto, convém citar que Yorke e Sonnhalter (2002) através de simulações numéricas apontam para um cenário onde estrelas massivas podem ser formadas pelo processo de acreção anisotrópica.

Os aglomerados imersos apresentam um espectro largo em termos de massa. Esses objetos podem conter poucas dezenas ou até várias centenas de estrelas. As idades

típicas desses aglomerados fica na faixa de 1-5 milhões de anos. Logo, pode-se dizer que a taxa de formação estelar varia enormemente entre os aglomerados imersos. A taxa de formação estelar para o Trapézio é significativamente maior em comparação com os aglomerados IC 348 e NGC 1333. Essa constatação sugere que a formação estelar no Trapézio foi induzida externamente. Compressão devido à perturbação externa (triggering) aumenta a pressão interna e, conseqüentemente, a densidade do núcleo de gás. Esse processo produz a elevação da velocidade de formação estelar. A associação de outros aglomerados com regiões HII adjacentes também tem sugerido que a perturbação externa possivelmente exerceu um papel importante na formação de estrelas de alguns aglomerados, tal como no caso de W3-W4 (Carpenter et al. 2000).

1.4 Evolução dinâmica

Aglomerados são formados a partir de núcleos massivos e densos de gás molecular. A formação estelar é um processo inerentemente destrutivo para a NMG e as novas estrelas recém formadas imediatamente iniciam a erodir o ambiente rico em gás ao seu redor. O nascimento de uma estrela massiva pode ser particularmente destrutivo, causando não somente a rápida erosão do núcleo de formação do aglomerado como também a completa dispersão de toda a NMG (ex. Whitworth 1979). Além disso, mesmo as estrelas de baixa massa podem erodir núcleos de formação estelar massivos em relativamente pouco tempo (ex. Matzner e McKee 2000). Como resultado dessa ação destrutiva, a formação estelar é um processo bastante ineficiente. A energia potencial que sustenta ligado o sistema formado por gás e estrelas provém principalmente do gás. Nesse sistema as estrelas orbitam ao redor do centro denso do núcleo de formação com velocidades dadas pelo teorema de virial, $\sigma \approx (G[M_{estrelas} + M_{gas}]/R)^{0.5}$. Podemos notar dessa expressão que a evolução do aglomerado imerso ao sair da nuvem molecular é bastante sensível à dinâmica e a evolução do gás de sua vizinhança.

Os dois parâmetros físicos que determinam a evolução de um aglomerado imerso são a eficiência de formação estelar (EFE) e a escala de tempo para a dispersão do gás associado ao aglomerado. Os valores típicos de EFE ficam na faixa de 10% a 30% ex., Serpens (Olmi e Testi 2002; Lada et al. 1991). Nesse cálculo de percentagem considera-se apenas o gás do núcleo associado ao aglomerado. Os valores de eficiência levando em conta toda a nuvem giram em torno de 1-5% (ex. Duerr et al. 1982).

A escala de tempo de remoção do gás de um aglomerado (σ_{rg}) varia drasticamente de acordo com o regime dinâmico do processo, que pode ser explosivo ($\sigma_{rg} \gg \sigma_{cross}$) ou adiabático ($\sigma_{rg} \ll \sigma_{cross}$). Aglomerados que formam estrelas do tipo O podem ionizar e aquecer o gás da vizinhança até temperaturas da ordem de 10^4 K, causando uma forte elevação da pressão que resultará numa rápida expansão do gás. Para as dimensões de um aglomerado imerso essa expansão conduzirá à remoção praticamente total do gás dentro de 10^4 anos, um tempo pequeno frente à escala de tempo dinâmico do aglomerado ($\sigma_{cross} \approx 1$ milhão de anos). A resposta dinâmica do sistema depois dessa remoção de gás explosiva dependerá da EFE no momento da dispersão do gás. Para as estrelas permanecerem ligadas gravitacionalmente suas velocidades instantâneas não podem superar a velocidade de escape do potencial, ou seja a dispersão de velocidade não pode ser maior que $v_{esc} \approx (2GM/R)^{0.5}$. Logo um aglomerado somente sobreviverá se possuir EFE não inferior a 50% (Wilking & Lada 1983). Apesar de não encontrarmos aglomerados com tamanha eficiência na formação estelar, é fato que aglomerados abertos como Plêiades realmente existem em número suficiente para afirmarmos que alguns aglomerados imersos com $EFE < 50\%$ irão evoluir para tornar-se sistemas ligados gravitacionalmente.

No caso de remoção lenta de gás ($\sigma_{rg} > \sigma_{cross}$), os aglomerados podem expandir-se adiabaticamente, ajustando-se a uma nova configuração de equilíbrio onde ainda permanecem ligados gravitacionalmente. O limite superior para o tempo de remoção

do gás é de 5 milhões de anos, pois raramente são encontrados aglomerados com esse tempo de vida ainda associados a gás molecular. Como as escalas de tempo de remoção de gás e da dinâmica inicial são relativamente próximas, é aconselhável usar simulações numéricas. Além do mais, para produzir um sistema ligado gravitacionalmente que seja estável frente às forças de maré da NMG e da própria galáxia surgem condições ainda mais restritivas para os parâmetros iniciais do núcleo de formação de aglomerado (Lada et al. 1984).

Simulações numéricas mostram que os aglomerados imersos que realmente evoluem para sistemas ligados desta maneira passam por uma expansão significativa assim que emergem da nuvem. Consequentemente espera-se que aglomerados abertos ligados tenham raios significativamente maiores que aqueles dos aglomerados imersos. Essa suposição é corroborada pelas observações. Além disso, durante a emergência da nuvem, os aglomerados podem expandir por longos períodos antes de alcançar um estado de equilíbrio final. A aparência de um aglomerado imerso ligado e não ligado gravitacionalmente é indistinguível até idades de 10 milhões de anos. Cálculos numéricos demonstram que mesmo os aglomerados que sobreviverão à emergência da nuvem podem perder de 10 a 80% de suas estrelas nesse processo. Quanto mais violento o processo de dispersão do gás, maior é o número de estrelas perdidas. Entretanto, mesmo os aglomerados que experimentam perda de gás violenta podem sobreviver como aglomerados abertos contendo apenas de 10 a 20% de sua população original de estrelas (Lada et al. 1984; Kroupa & Boily 2002).

A criação de um aglomerado ligado a partir de um núcleo de gás denso requer condições físicas especiais, logo, é um evento bastante raro. A baixa eficiência de formação estelar para aglomerados imersos pode ser uma resposta para a alta taxa de mortalidade de aglomerados em estágios iniciais de evolução, inferido do reduzido número de aglomerados abertos observados em comparação ao grande número de aglomera-

dos imersos formados (Lada e Lada 2003). A maior parte dos aglomerados imersos devem, então, emergir da nuvem molecular como sistemas não ligados. Somente os aglomerados imersos mais massivos ($M_{AI} > 500M_{\odot}$) sobrevivem à emersão da nuvem molecular e tornam-se aglomerados abertos estáveis. Logo, apesar da maioria das estrelas formarem-se em aglomerados imersos, esses sistemas estelares evoluem tornando-se aglomerados, grupos estelares ou associações instáveis. No entanto, sabe-se que em torno de 10% das estrelas da Galáxia provém de aglomerados abertos (Lada e Lada 2003). Neste contexto, tais aglomerados devem formar-se a uma taxa suficientemente alta que responda por essa considerável população estelar.

1.5 Estrelas T Tauri

As estrelas T Tauri, a partir de sua descoberta (Joy 1942), foram logo identificadas como sendo uma população de estrelas muito jovens, recém-formadas em nuvens escuras às quais eram invariavelmente associadas espacial e cinematicamente (ex. Herbig 1977). Quando o objeto torna-se opticamente visível, então, através do tipo espectral medido pode-se colocá-lo no diagrama HR. Essa tarefa foi realizada para 450 estrelas T Tauri em uma busca extensiva feita por Cohen & Kuhn (1979). Os resultados encontrados por eles indicam que as estrelas T Tauri, em sua maioria, percorrem caminhos evolutivos característicos das clássicas estrelas de PSP previstos na teoria de Hayashi et al. (1962). A faixa de massa desses objetos é de 0,2 a $3M_{\odot}$.

As estrelas T Tauri apresentam uma alta atividade cromosférica (Flaccomio et al. 2000). Essa atividade pode ser resultado do simples processo de ajustamento necessário para acomodar o material apenas acretado do meio interestelar. Um indicativo que leva a essa conclusão é o paulatino desaparecimento das propriedades que caracterizam esses objetos como uma classe distinta, tais como atividade superficial, excessos infravermelho e linhas de emissão (ex. Haisch et al. 2001).

1.6 O presente trabalho

Diante do pequeno número de aglomerados imersos estudados em detalhes até o momento, torna-se importante a ampliação desse número. Dessa forma, será possível buscar uma compreensão ampla desses objetos, baseada em observações. Muitas questões sobre aglomerados imersos permanecem ainda não respondidas. Por exemplo, aglomerados gravitacionalmente ligados podem formar-se sem a presença de uma estrela ionizante? E qual é a frequência destas estrelas em aglomerados imersos?

Na presente tese, além de ampliar o número de aglomerados imersos estudados, procuramos responder às questões apresentadas acima. Os objetos que estão no foco central do nosso estudo são possíveis aglomerados presentes na direção de nebulosas de reflexão ou emissão, já apontadas pelos trabalhos de Bica et al. (2003b) e Dutra et al. (2003). No estudo desses sistemas utilizamos principalmente dados do Catálogo 2MASS.

No Capítulo 2 apresentamos os métodos de análise empregados; no Capítulo 3 descrevemos a realização da busca por novos aglomerados imersos através da fotometria no IVP e, a análise de uma amostra composta por aglomerados imersos descobertos por Dutra et al. (2003); temos no Capítulo 4, a análise de uma amostra de objetos associados a nebulosas de reflexão; no Capítulo 5 apresentamos a análise de um aglomerado imerso, o NGC 2264, que contém uma estrela OV; e finalmente as conclusões são descritas no Capítulo 6.

Capítulo 2

Métodos de análise

As técnicas utilizadas na análise de aglomerados estelares dependem dos dados disponíveis e principalmente dos objetivos da análise, ou seja, o que se busca e que informações se pretende obter. A maior parte de nossa análise baseia-se em dados fotométricos no infra-vermelho-próximo (IVP). Informações adicionais como emissão raio-X e espectroscopia são disponíveis apenas para alguns objetos. Os nossos objetivos específicos que ditam as técnicas apropriadas aos dados disponíveis são: (i) busca por aglomerados imersos em nuvens moleculares ainda desconhecidos; (ii) análise dos aglomerados imersos descobertos em nossa busca assim como de alguns objetos deste tipo já apresentados na literatura. Mais precisamente, os objetos no foco de nossa busca são aglomerados de baixa massa imersos em nuvens moleculares e em estágios iniciais de formação. Sabe-se que aglomerados deste tipo contêm estrelas com emissão infra-vermelha (Carpenter 1993). Em nossa busca, a emissão infra-vermelha é o principal indicador utilizado, como veremos na Seção 3.5. Tanto na busca como no

estudo dos aglomerados, estudamos o perfil de densidade superficial de tais objetos. O diagrama cor-cor (DCC) e o diagrama cor-magnitude (DCM) com ajuste de isócronas de PSP são utilizados na obtenção dos parâmetros físicos dos objetos, tais como idade, distância, massa e avermelhamento. A seguir apresentaremos em detalhes os métodos de análise empregados.

2.1 Diagrama cor-cor

O DCC nas bandas do IVP pode dar informações sobre a classe e o avermelhamento de estrelas membros de aglomerados, assim como uma estimativa para a idade média desses aglomerados. Além disso, a posição das estrelas neste diagrama pode ser utilizada em métodos de subtração estatística de estrelas de campo. No nosso caso em particular fazemos uso do diagrama $((J - H), (H - K_s))$. Na Figura 2.1 temos um exemplo de um DCC. A curva contínua representa as cores intrínsecas para estrelas da seqüência-principal (SP) de tipos espectrais de O3 a M5 (Schmidt-Kaler 1982). A linha reta contínua, por sua vez, representa o "locus" de estrelas T Tauri desvermelhadas do efeito da poeira interestelar. As linhas de avermelhamento representadas por linhas tracejadas correspondem às seguintes classes espectrais: gigante M5, 03V e T Tauri com $H - K_s = 1$. O vetor de avermelhamento denota $A_V = 5$. Para a obtenção do vetor de avermelhamento, utilizamos os dados de Rieke & Lebofsky (1985), resultando na seguinte relação $E(J - H) = 1,72E(H - K_s)$

A extinção devido à poeira interestelar pode ser estimada através das cores observadas em um diagrama $((J - H), (H - K_s))$ uma vez que saibamos as cores intrínsecas dessas estrelas imersas em poeira.

Consideremos os seguintes casos:

(i) o domínio de avermelhamento normal, ou seja, causado pela poeira interestelar, livre do avermelhamento associado ao disco ou envelope de poeira presente em estrelas

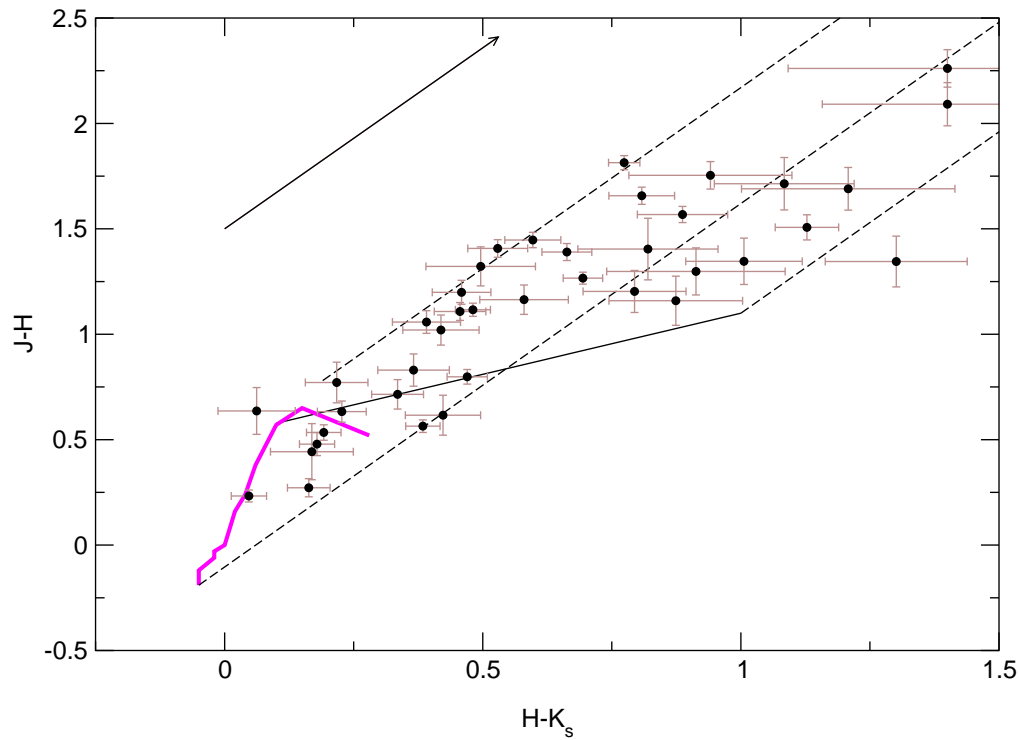


Figura 2.1: Nebulosa de reflexão vdBH-RN 26: Diagrama $((J - H), (H - K_s))$ para o aglomerado imerso DB2001-36 (círculos). A curva contínua representa a distribuição intrínseca de estrelas com diferentes tipos espectrais e a linha reta contínua é o “locus” de estrelas T Tauri. O vetor avermelhamento representa $A_V = 5$. Linhas de avermelhamento para gigantes M5, estrela O3V e estrela T Tauri com cor $H - K_s = 1$ são representadas pelas linhas tracejadas. Fontes débeis com grandes erros foram excluídas. Os erros fotométricos estão indicados.

em estágios iniciais de evolução. Nesse domínio encontramos estrelas T Tauri fracas, estrelas já na seqüência-principal e estrelas de PSP altamente luminosas e avermelhadas (Strom et al. 1995);

(ii) o domínio de excesso clássico nas bandas do infravermelho próximo – L e K – devido à emissão associada à poeira do disco ou envelope da estrela. Esse domínio contém estrelas T Tauri clássicas.

(iii) o domínio dos objetos com maiores excessos nas bandas L e K em relação ao domínio (ii). As estrelas pertencentes a esse domínio são estrelas envolvidas por envelopes extensos (Kenyon et al. 1993) ou estrelas AeBe de Herbig altamente avermelhadas (Lada & Adams 1992; Hillebrand et al. 1992).

No DCC $((J - H), (H - K_s))$, o domínio (i) localiza-se entre as linhas de avermelhamento de gigantes M5 (superior) e O5V (inferior). O domínio (ii) estende-se da linha de avermelhamento de estrelas O3V até a linha de avermelhamento da estrela com cor mais vermelha possível segundo modelos de disco padrão. O domínio (iii) está localizado à direita dessa cor limite prevista pelos modelos. As estrelas contidas no domínio (iii) geralmente não são desavermelhadas pois suas cores intrínsecas não são facilmente obtidas, devido à larga faixa de cores produzidas por seus envelopes (Strom et al. 1995). Para os domínios (i) e (ii) a extinção de cada estrela é obtida através do deslocamento da cor observada até a sua cor intrínseca ao longo do vetor de avermelhamento. O estudo das cores em um diagrama $((J - H), (H - K_s))$ pode proporcionar uma estimativa para a idade de aglomerados imersos. A emissão nas bandas K ou L é proveniente da poeira quente nos discos ou envelopes de poeira ao redor das estrelas de PSP. Estudos no IVP de populações imersas têm sugerido que a fase de acreção ou de discos proto-planetários tem duração relativamente curta. As estimativas de tempo de duração são da ordem de $3 - 15 \times 10^6$ anos (ex. Lada e Lada 1995). Recentemente, Haisch et al. (2001) realizaram uma busca sistemática por discos circumestelar

em aglomerados jovens, utilizando uma amostra observacional homogênea. Eles estudaram a fração de estrelas com disco circunestelar em seis aglomerados cujas idades variam de 0,5 a 30 milhões de anos. Nesse estudo eles utilizaram imagens nas bandas J , H , K_s e L . O resultado obtido confirma o declínio da fração de discos circunestelares com a idade do aglomerado. A metade dos discos circunestelares em um aglomerado provavelmente desaparecem dentro de 2-3 milhões de anos. E essencialmente não há mais estrelas com discos depois de 5-6 milhões de anos. Na Figura 2.2 temos a fração de discos em função da idade dos aglomerados. Além dos seis objetos da amostra de Haisch et al. (2001) são apresentados duas associações de estrelas T Tauri imersas: Taurus (Kenyon & Hartmann 1995) e Chamaeleon I (Kenyon e Gomes 2001), ambas com idade aproximada de 2 milhões de anos.

2.2 Perfil de densidade superficial

O perfil de densidade superficial pode ser útil na busca por novos aglomerados e na estimativa do número de estrelas em cada aglomerado. Numa determinada região podemos obter esse perfil supondo um centro para o objeto e dividindo a região em anéis concêntricos. Finalmente, calculamos o número de estrelas confinadas em cada anel por unidade de área. Em nossas análises realizamos o cálculo para regiões de $5'$ de raio, e com anéis de largura $0,2'$. Na Figura 2.3 temos um exemplo, onde é mostrada a relação entre a densidade superficial de fontes (estrelas, protoestrelas e eventuais detecções espúrias) e a separação angular radial para um aglomerado. As barras representam os erros poissônicos. A linha tracejada indica a densidade superficial média para as estrelas de campo.

A densidade superficial média para as estrelas de campo próximas é obtida geralmente através da média encontrada nos 10 anéis mais externos, ou seja, de $2'$ a $4'$ distantes do centro adotado para o objeto.

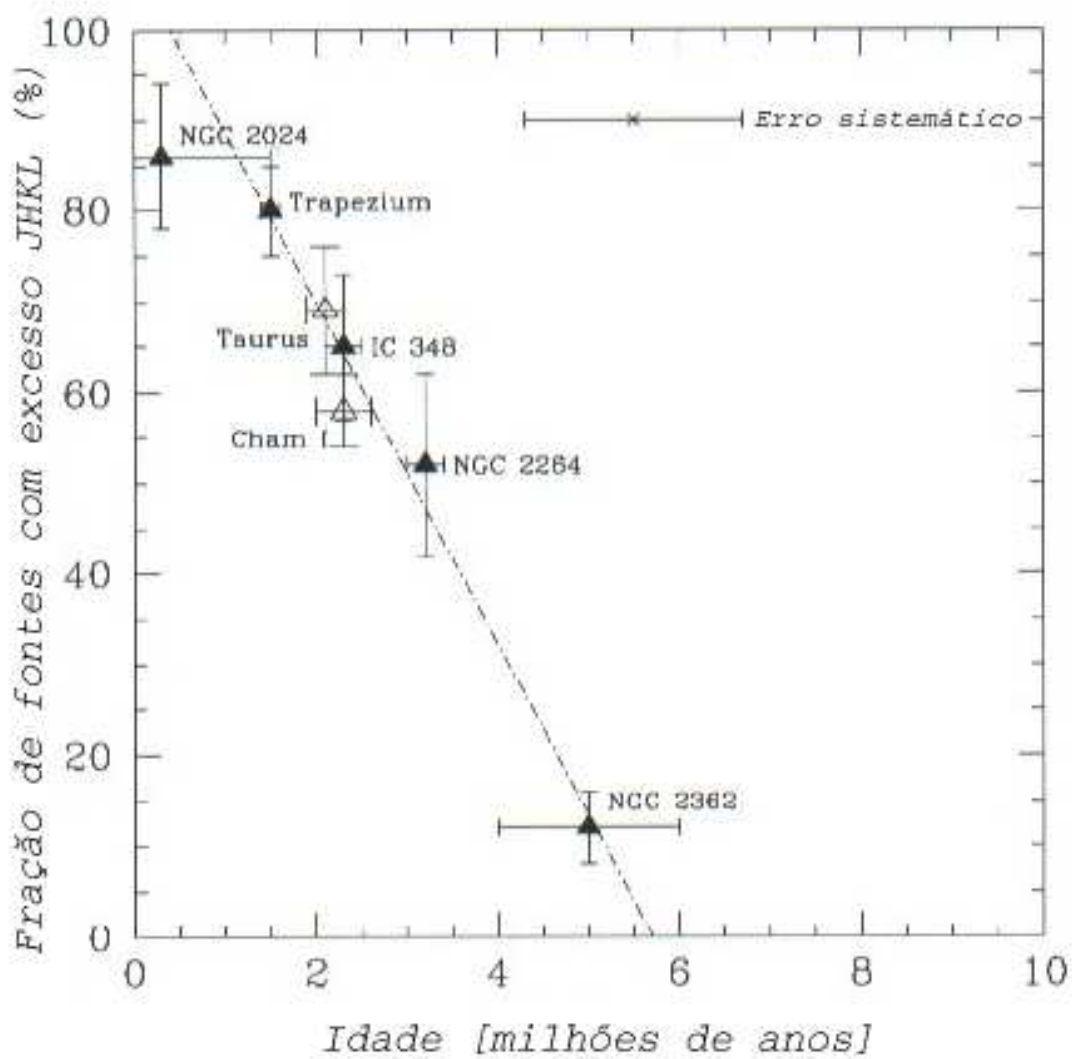


Figura 2.2: Fração de estrelas que apresentam discos circumestelares em função da idade para uma amostra de aglomerados com idades determinadas (Haisch et al. 2001).

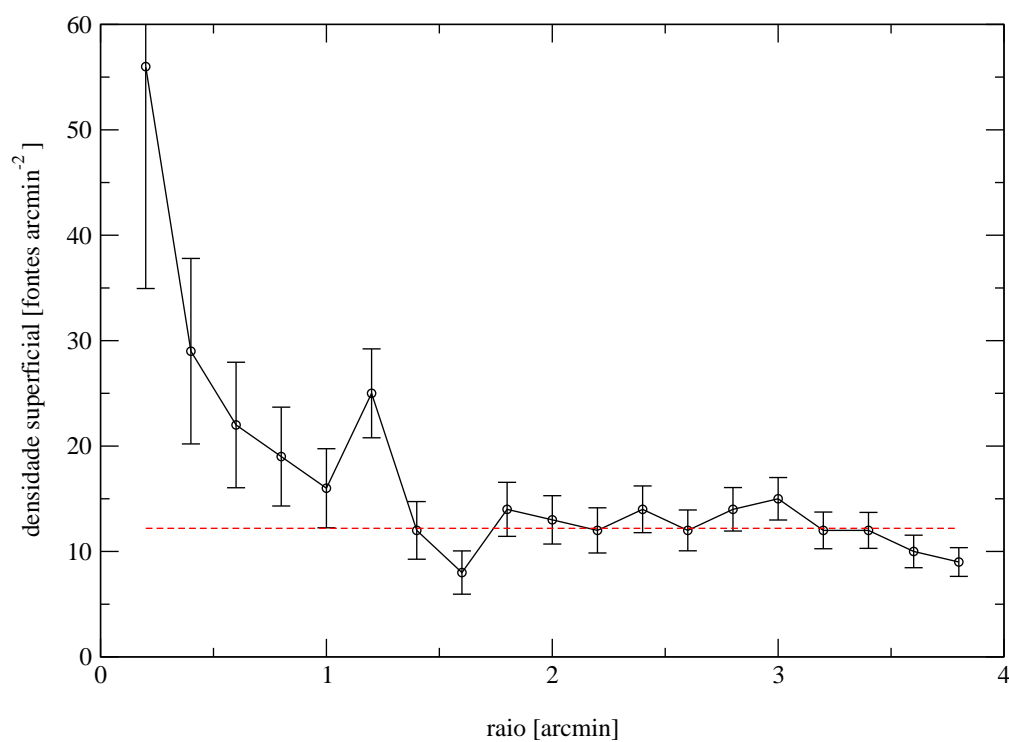


Figura 2.3: *Distribuição de densidade superficial de fontes na nebulosa vdBH-RN 26. A linha tracejada indica o valor médio do fundo. As barras dos erros poissônicos são indicadas.*

O índice de riqueza de um aglomerado é uma medida que estima o número de estrelas numa determinada área subtraído do número esperado de estrelas de contaminação de campo.

O índice é obtido através da seguinte equação:

$$I_C = \sum_{i=0}^{i_{\max}} \pi(n(r_i) - n_{\infty})(r_{i+1}^2 - r_i^2) \quad (2.1)$$

onde $n(r_i)$ é a densidade superficial local de fontes, ou seja, o número de estrelas entre r_i e r_{i+1} *arcsec* a partir do centro adotado para o objeto dividido pela área $\pi(r_{i+1}^2 - r_i^2)$. O parâmetro i_{\max} é escolhido de forma a conter todos os membros do aglomerado e n_{∞} é o valor médio de $n(r_i)$ na região externa ao raio do objeto. Em todos os campos utilizamos $\Delta r \equiv r_{i+1} - r_i = 0,2'$, o que garante uma boa resolução e, na maioria dos casos, um número razoável de estrelas por anel. As incertezas em I_C foram obtidas propagando o erro na determinação de n_{∞} na soma definida na Eq. (2.1).

2.3 Diagrama cor-magnitude

A análise do DCM baseada no ajuste de isócronas derivadas de modelos evolutivos para estrelas de PSP proporciona informações sobre a idade e a distância do aglomerado. A datação de aglomerados imersos através do DCM pode ser bastante difícil devido a fatores tais como a extinção, o binarismo, a variabilidade estelar e, especialmente, o excesso infra-vermelho, característica comum das estrelas de PSP. Além disso, grande parte das observações pode ser realizada somente no IV. Em decorrência desses fatores a idade de aglomerados imersos pode ser inerentemente imprecisa. Embora haja tal dificuldade de análise, na literatura encontramos objetos, bastante estudados, para os quais estimativas de idade foram obtidas. A idade média para os aglomerados imersos varia de 0,5 a 5 milhões de anos. Infelizmente as incertezas introduzidas pelo uso de

isócronas de PSP pode ser da ordem da idade derivada para o aglomerado.

Na última década, diferentes grupos têm trabalhado no desenvolvimento de isócronas de PSP. [D’Antona e Mazzitelli (1997, 1998); Palla e Staher 1999; Baraffe et al. 1998; Siess et al. 2000]. Os modelos evolutivos de Baraffe et al. (1998) têm-se mostrado apropriados no estudo de objetos estelares jovens de baixa massa (ex. Soares et al. 2005a). No entanto, mesmo nesses modelos as incertezas nos caminhos evolutivos podem ser grandes, especialmente para idades inferiores a 1 milhão de anos e para objetos de baixa massa (Baraffe et al. 2002). A determinação da distância dos aglomerados imersos pode ser obtida através de ajuste de isócronas em diagramas cor-magnitude. Nessa determinação empregamos a equação para o módulo de distância

$$X - M_X = 5 \log d - 5 + A_X \quad (2.2)$$

onde X representa a magnitude observada em um filtro fotométrico qualquer X ; M_X denota a respectiva magnitude absoluta; A_X representa a extinção na banda X ; d representa a distância em pc ao objeto.

Devido às incertezas dos modelos evolutivos, principalmente em relação às estrelas de mais baixa massa e seus respectivos excessos no infra-vermelho, geralmente o módulo de distância é obtido considerando-se apenas as estrelas mais massivas.

2.4 Critério de seleção de membros

Uma tarefa fundamental no estudo de aglomerados estelares é a seleção de suas estrelas membros, ou de uma forma equivalente, a exclusão das estrelas de campo que se encontram projetadas sobre a mesma área da amostra. Para aglomerados abertos já visíveis nas bandas do ótico os parâmetros mais utilizados no processo de seleção de membros são: avermelhamento, tipo espectral, posição no DCM, posição espacial e movimento próprio. No caso dos aglomerados imersos, alguns dos parâmetros acima não se mos-

tram apropriados. Particularmente, podemos citar a posição da estrela no DCM, pois devido à grande quantidade de poeira associada a esses objetos, o avermelhamento não é uniforme, logo no DCM temos uma grande dispersão, principalmente em cor. Além disso, há a presença de estrelas com capas de poeira, fator que contribui para aumentar ainda mais a dispersão. Atualmente, existem diferentes técnicas específicas para a seleção de membros de aglomerados imersos. Podemos citar, como exemplo, os métodos que buscam emissão na banda K_s , em H_α ou em raio-X. Como já vimos na Seção 2.1, a emissão na banda K_s e principalmente na banda L é um indicativo da presença de disco poeira, por sua vez característico de estrelas em estágios iniciais de evolução associados ao aglomerado. No entanto, somente estrelas de PSP com disco quente apresentam emissão no IVP (Haisch et al. 2001) e o tempo de vida médio do disco detectável na banda L é de 6 milhões de anos, logo há dificuldade na obtenção de uma seleção completa quando utilizamos o excesso de cor no IVP a partir da fotometria $JHKL$. A observação em raio-X de aglomerados estelares jovens através do CHANDRA e do ROSAT, tem indicado que a emissão em raio-X é um eficiente identificador de estrelas de PSP. Tais estrelas com massa $M < 2M_\odot$ possuem atividades magnéticas maiores quando comparadas com estrelas do campo galáctico, proporcionando um importante critério de seleção (Feigelson e Montmerle 1999). Utilizamos esse critério de seleção apenas para o aglomerado massivo NGC 2264. Na análise que realizamos para esse aglomerado, notamos que 80% das estrelas consideradas membros do aglomerado apresentam emissão raio-X e apenas 30% dessas estrelas apresentam emissão em H_α . Resultado similar foi encontrado por Sung et. al. (2004). Desse fato conclui-se que a emissão em raios-x é um critério de seleção mais eficiente do que a emissão em H_α .

Um método de seleção de membros pode incluir uma análise estatística. Na análise de uma amostra de aglomerados apresentados neste trabalho, excluimos as estrelas de campo galáctico utilizando um método baseado na subtração estatística de estrelas

de campo a partir do DCC. A essência desse método é a comparação da distribuição de estrelas em um DCC de duas regiões, uma na direção do aglomerado (dentro) e outra na direção de um campo próximo (fora). Em nosso caso particular tais regiões possuem o mesmo centro. A região do campo corresponde a $2' < r < 6'$, onde r é o raio do anel. O método é baseado na hipótese que as posições no DCC das estrelas da região de campo representam as mais prováveis posições no DCC de estrelas de campo da vizinhança. A probabilidade de cada estrela na direção do aglomerado ser membro é estimada pelo número de estrelas de ambas regiões (dentro e fora) contidos em uma caixa $3\sigma_{H-K_s} \times 3\sigma_{J-H}$ centrada na própria estrela. Esse método é muito similar ao usado em Kerber et al. (2002) para DCMs de aglomerados na Grande Nuvem de Magalhães. A probabilidade P_j da j -ésima estrela-dentro ser uma das N estrelas membros do aglomerado é de:

$$P_j = 1 - \left(\frac{n_f}{n_d} \times \frac{\Omega_d}{\Omega_f} \right), \quad (2.3)$$

onde Ω_d e Ω_f são os ângulos sólidos das respectivas regiões.

A soma de P_j sobre as j -ésimas estrelas-dentro é N_d , o número de estrelas membros do aglomerado apontadas pelo método. De acordo com esta probabilidade, realizamos um sorteio ponderado onde estrelas na direção do aglomerado são extraídas aleatoriamente. Na Figura 2.4 é apresentado um exemplo deste método.

2.5 Dados observacionais

A análise de aglomerados imersos em nuvens moleculares é baseada principalmente na fotometria do IVP. No nosso estudo, os dados de fotometria são principalmente oriundos do Catálogo 2MASS, que disponibiliza fotometria nas bandas J , H e K_s para todas as direções no céu. No caso particular do aglomerado NGC 2264, também utilizamos

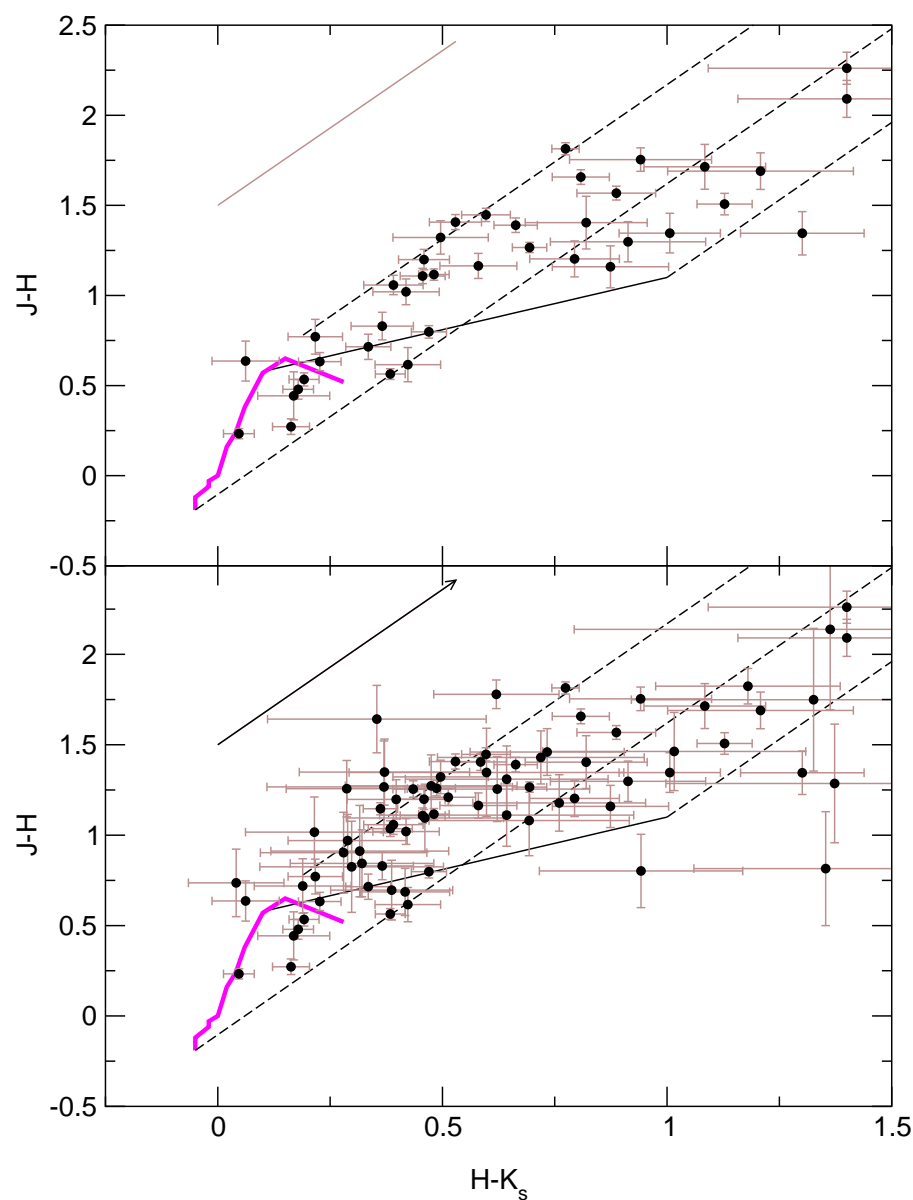


Figura 2.4: Exemplo de uma subtração estatística de estrelas de campo galático no DCC: O painel de cima é o resultado da subtração, enquanto o painel de baixo representa o observado. Aglomerado DB2001-35 na nebulosa vdBH-RN 26.

dados no IVP da câmera SofI no telescópio ESO/NTT de 3.55m. Além de fotometria, em alguns casos utilizamos outros dados na análise, como a espectroscopia no óptico obtida do telescópio de 2.15m do CASLEO e a emissão de raio-X obtida do satélite CHANDRA.

2.5.1 2MASS

O projeto 2MASS (2 Micron All Sky Survey) que inclui um atlas de imagens e um catálogo de fontes pontuais é uma fonte de dados bastante apropriada ao estudo do conteúdo estelar de aglomerados imersos em nuvens moleculares. Para todos os objetos aqui analisados utilizamos dados de fotometria do 2MASS. Esse projeto conduzido pela Universidade de Massachusetts e pelo Centro de Processamento e Análise no Infra-vermelho (IPAC) realizou observações uniformemente calibradas para todo o céu, nas bandas do IVP com tamanho de pixel de $2,0''$. Fontes mais brilhantes que 1 mJy, em cada banda, foram detectadas com um sinal-ruído maior que 10. Nas observações do 2MASS foram utilizados 2 telescópios de 1,3m, um no Monte Hopkins, EUA, e outro em Cerro Tololo, Chile. Ambos telescópios estavam equipados com uma câmera de 3 canais, cada canal constituído de uma grade 256×256 de detectores de Hg-Cd-Te. O sistema era capaz de observar o céu simultaneamente nas bandas $J(1, 24\mu m)$, $H(1, 66\mu m)$ e $K_s(2, 16\mu m)$. As observações no aparato de Monte Hopkins foram iniciadas em junho de 1997 e a varredura norte do céu foi completada em dezembro de 2000. O telescópio do Hemisfério Sul iniciou sua coleta de dados em março de 1998 e finalizou-a em fevereiro de 2001. O total de noites utilizadas para a composição final foi de 691 (Hemisfério Norte) e 750 (Hemisfério Sul). No equipamento utilizado no sistema fotométrico do 2MASS, os filtros de transmissão J e H basicamente são os mesmos do sistema Johnson. O filtro de transmissão K_s foi especialmente projetado para cortar a transmissão em $2,3\mu m$ com o objetivo de reduzir a contribuição do ruído

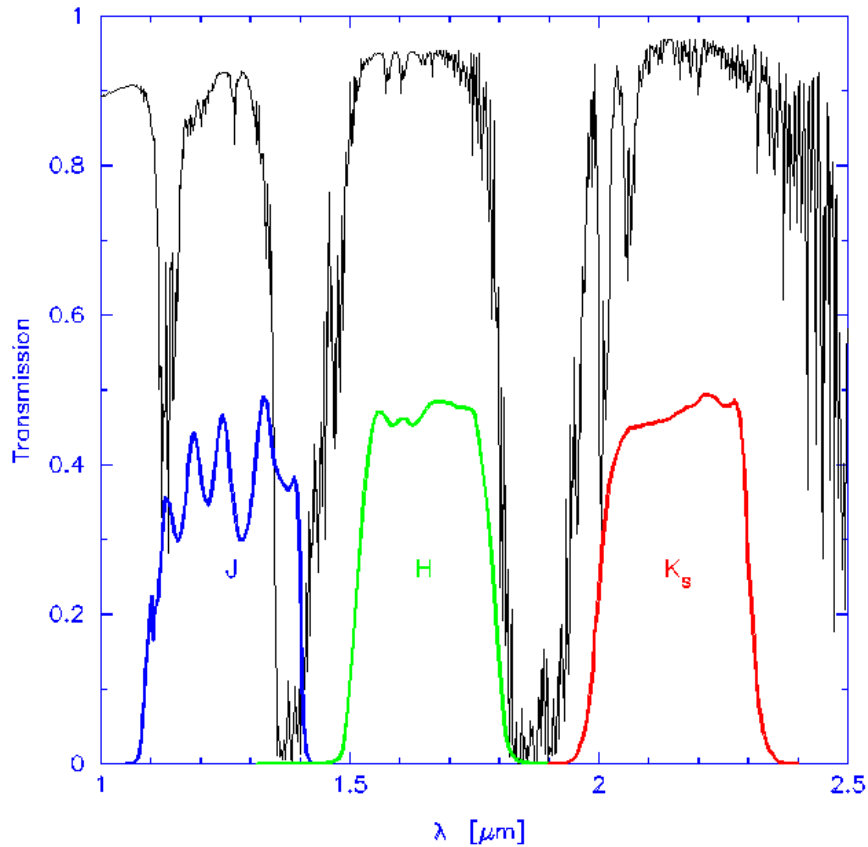


Figura 2.5: *Transmissão em função do comprimento de onda ao longo do caminho óptico do 2MASS. A linha sólida fina indica um modelo de transmissão atmosférica para o aparato em Monte Hopkins.*

do de fundo térmico. Dessa forma, o ruído nas observações da banda K_s são menos sensíveis a variações da temperatura ambiente, possibilitando uma maior uniformidade nos dados. Na Figura 2.5 é apresentada a transmissão em função do comprimento de onda através do caminho óptico do 2MASS, excluindo a atmosfera. Na fotometria IV do 2MASS, geralmente, os erros tornam-se maiores que 0,1 mag para magnitudes 15,7; 15 e 14, respectivamente nas bandas J , H e K_s (Figura 2.6).

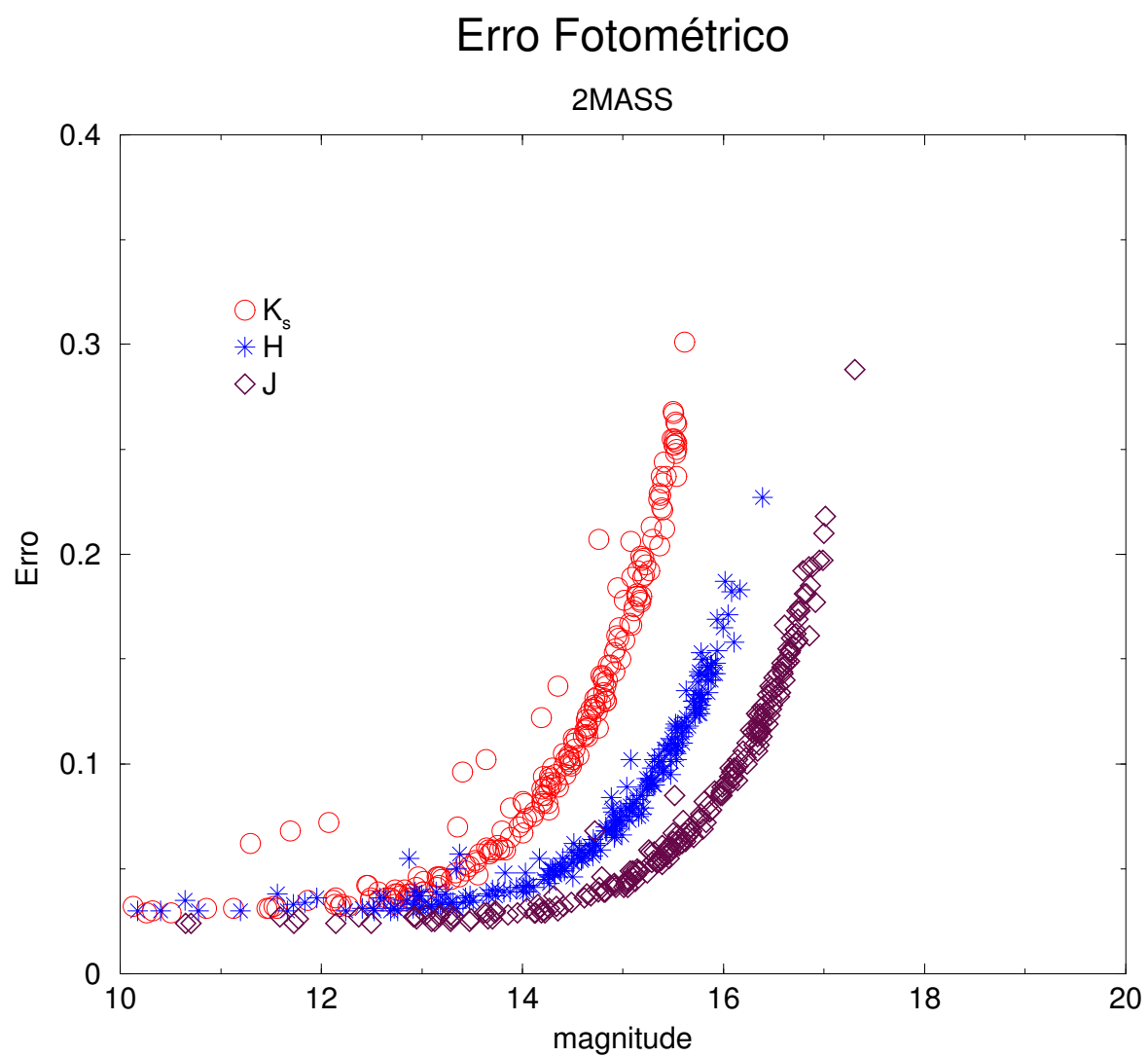


Figura 2.6: Erro interno da fotometria infra-vermelha do 2MASS nas bandas J, H, K_s .

2.5.2 SofI/NTT-observação e redução de dados

Para o caso particular do aglomerado NGC 2264, uma imagem CCD em mosaico nas bandas JHK_s foi realizada com SofI/NTT nas noites de 11, 12 e 13 de janeiro de 2004. O mosaico cobre uma área de $19,8' \times 29,4'$ centrado em $\alpha = 06^h 41^m 01^s$ e $\delta = +09^\circ 39' 06''$. O tempo de exposição total foi de 150s, 60s e 50s, respectivamente para J, H e K_s . O processamento – *overscan, bias* e *flat-fielding* – foi feito usando o pacote IRAF/MSCRED. O *seeing* é de aproximadamente $1''$ com uma escala de pixel de $0,28''/\text{pixel}$. Para cada imagem construímos uma exposição de céu a partir das seis exposições mais próximas no mosaico. Após a subtração do céu aplicada a cada imagem do objeto, foi realizado o *flat-field* com um *flat* de cúpula normalizado. Finalmente, as imagens foram combinadas em um única exposição média para cada filtro. Derivamos uma solução astrométrica baseada no catálogo de fontes pontuais do 2MASS, usando o pacote WCS tools (Mink 1997). A extração das fontes foi realizada utilizando-se o pacote SExtractor (Berlin e Arnauts 1996), com contraste de detecção de $\sigma = 3,5$. A calibração fotométrica foi feita baseando-se nas estrelas mais brilhantes obtidas do Catálogo 2MASS. Para evitar problemas relacionados com a saturação das estrelas brilhantes, usamos o Catálogo 2MASS para estrelas mais brilhantes que 15,7, 15 e 14 mag, respectivamente nas bandas J, H e K_s . As estrelas brilhantes do 2MASS com erros indeterminados foram descartadas e substituídas pelas correspondentes no SofI. A magnitude limite na banda J é 19 mag. O número de estrelas por unidade de magnitude segue aproximadamente uma lei de potência. O limite de completeza de nossa amostra corresponde à magnitude em que a distribuição começa a desviar-se da relação de lei de potência. O valor encontrado para essa magnitude foi de $J = 18$ mag.

2.5.3 Espectroscopia CASLEO

As observações espectroscópicas foram realizadas no complexo astronômico El Leoncito (CASLEO, Argentina), durante 3 noites em maio de 2002, com o telescópio de 2,15m. Empregamos um espectrógrafo REOSC contendo um CCD textronics de 1024×1024 pixels, com tamanho de pixel $24 \times 24 \mu\text{m}$. O campo total ao longo da fenda é de $4,7'$, com orientação na direção leste-oeste. O espectro que obtivemos cobre a faixa de 3500\AA a 7010\AA , com rede de dispersão de 300 linhas/mm. A dispersão média encontrada foi de $140\text{\AA}/\text{mm}$. Em praticamente todos os objetos foram realizadas 3 exposições de 20 min. A calibração dos espectros observados foi obtida a partir das estrelas padrão LTT 7379, LTT 3864 e CD 32. Para a calibração instrumental, exposições de lâmpadas de comparação Cu-Ar-Ne foram feitas depois e entre as observações dos objetos. Realizamos um ajuste para *bias*, *flat-field* de cúpula, e *flat-field* de lâmpadas de tungstênio. Os espectros foram reduzidos no Departamento de Astronomia-UFRGS, usando o pacote IRAF. Os dados espectroscópicos foram obtidos em alguns aglomerados apenas para estrelas brilhantes já visíveis no ótico. A classificação espectral obtida para estrelas foi obtida através do método das larguras equivalentes das linhas Balmer, para a comparação utilizamos as larguras equivalentes das estrelas contidas na biblioteca de Silva e Cornell (1992). Esse método onde também derivamos o avermelhamento é o mesmo utilizado por Ahumada et al. (2001).

Capítulo 3

Busca e análise de aglomerados imersos

Neste capítulo apresentamos um estudo de uma amostra de aglomerados e grupos estelares imersos do Catálogo de Dutra et al. (2003), que será definida na Seção 3.2. Além disso, descrevemos o método de busca por novos aglomerados na direção de nebulosas de reflexão. Na análise estimamos, entre outros parâmetros, o número de estrelas detectadas, a massa e a idade dos aglomerados imersos.

3.1 Catálogo de aglomerados imersos

Dutra et al. (2003) e Bica et al. (2003b) conduziram uma busca por aglomerados imersos e grupos estelares na direção de 2471 nebulosas no ótico e 1102 nebulosas em rádio, cobrindo diferentes direções do céu. Essa busca foi realizada a partir de

imagens JHK_s , do Atlas do 2MASS. O resultado dessa busca foi a descoberta de 346 novos objetos, entre aglomerados, grupos estelares e candidatos, superando o número de aglomerados dessa classe até então conhecidos.

Os objetos associados à amostra de nebulosas no ótico são, na média, mais próximos que aqueles associados à amostra de nebulosas em rádio. A partir desses estudos conclui-se que a maior parte dos aglomerados e grupos estelares até então conhecidos são provenientes da vizinhança, braços externos e da parte mais próxima dos braços internos.

Com estes dois trabalhos, o número de aglomerados imersos, grupos estelares e candidatos conhecidos sobe para 661. Entretanto, grande parte desses objetos não possuem estudos detalhados sobre seus parâmetros físicos.

3.2 Seleção da amostra

A partir do Catálogo de Dutra et al. (2003), que apresenta aglomerados e grupos estelares no Hemisfério Sul, realizamos nossa seleção de amostra.

Nossa amostra é composta por aglomerados e grupos estelares associados às nebulosas no ótico, excluimos os objetos com distância superior a 2,4 kpc, levando-se em conta as limitações da fotometria disponível do 2MASS. Dessa seleção, obtivemos 47 direções de nebulosas que foram utilizadas como alvos na busca por outros novos aglomerados vizinhos a partir de estrelas com emissão no IVP, como veremos na Seção 3.5.

Na análise do conteúdo estelar que realizamos para essa amostra, excluimos os objetos com alta densidade devido à baixa resolução fotométrica do 2MASS.

3.3 Estimativa de massa e idade

A análise do perfil de densidade superficial de fontes descrita na Seção 2.2, pode oferecer-nos uma estimativa para a dimensão do aglomerado e o seu respectivo número de estrelas membros. Nessa análise o ponto a partir do qual a densidade superficial iguala-se àquela do campo é adotado como raio angular do aglomerado, numa primeira aproximação. A estimativa do número de estrelas membros do aglomerado é obtida através do índice I_C , ou seja, considerando o número de estrelas em excesso em relação ao número esperado de estrelas de campo na área correspondente.

A estimativa da massa foi derivada para cada aglomerado na Eq. 3.1 segundo um método similar àquele apresentado em Lada e Lada (2003), adotando uma FMI universal para todos os aglomerados. Em nossa análise tal FMI corresponde àquela do Trapézio, derivada por Muench et al. (2002) a partir de funções de luminosidade da banda K_s (FLK).

$$\frac{dN}{dm} = M^\alpha \begin{cases} \alpha = -2.21, \text{ se } M > 0.600M_\odot \\ \alpha = -1.15, \text{ se } 0.600M_\odot > M > 0.120M_\odot \\ \alpha = -0.27, \text{ se } 0.120M_\odot > M > 0.025M_\odot \\ \alpha = -6.00, \text{ se } 0.025M_\odot > M > 0.017M_\odot \end{cases} \quad (3.1)$$

Dado o limite de detecção, a distância do aglomerado observado e a sua extinção estelar média, obtivemos a massa da estrela mais débil detectada utilizando os modelos evolutivos de Baraffe et al. (1998).

O valor da extinção média empregado corresponde a um limite inferior, pois esse valor foi obtido através do DCC, o qual apresenta estrelas de contaminação de campo geralmente com baixa absorção.

Existe uma significativa dependência do valor de massa derivado em relação ao está-

gio evolutivo do aglomerado. Em nossos cálculos utilizamos isócronas de 1 e 2 milhões de anos, dependendo da idade estimada para o aglomerado. Com esses parâmetros definidos, estimamos o número esperado de estrelas para cada objeto a partir do número de estrelas detectadas e da fração de estrela detectadas em relação à população total do aglomerado, baseada na FMI do Trapézio. Finalmente, a relação entre a massa total (M_T) e número total de estrelas (N_T) derivada para o Trapézio $M_T/N_T = 0.53$ (Muench et al. 2002) foi utilizada para a obtenção da massa total estimada para cada aglomerado analisado.

Apesar da determinação da massa total do aglomerado depender de fatores como a distância e a idade que possuem uma incerteza imprecisa podemos afirmar que tal estimativa possui uma incerteza menor que um fator de 2 para a maioria dos objetos.

A idade foi estimada através do método de estrelas com excesso K_s (Seção 2.1). Nesse método, além do número de estrelas do aglomerado, devemos saber quantas dessas estrelas apresentam excesso K_s . A informação quanto ao excesso no infra-vermelho é obtida através das cores no DCC. Uma fonte detectada pela fotometria pode conter apenas informação de uma ou outra banda, especialmente em regiões com significativa quantidade de poeira. Neste caso estaríamos subestimando a percentagem de estrelas com excesso K_s , uma vez que na contagem total de estrelas do aglomerado incluímos fontes detectadas tanto em uma como em duas ou três bandas. Para corrigirmos este efeito de incompletude na contagem de estrelas com excesso K_s , utilizamos um fator de correção. Esse fator é definido como o número de estrelas detectadas em todas as bandas (n_{JHK_s}) dividido pelo número de estrelas detectadas em quaisquer bandas n_{total} , em uma determinada área definida para o aglomerado.

$$f = n_{JHK_s} / n_{total} \quad (3.2)$$

Logo, a fração de estrelas com excesso K_s foi obtida através da equação:

$$F_{K_s} = f \times \frac{N_{K_s}}{N_{aglo}} \quad (3.3)$$

onde N_{K_s} representa o número de estrelas com excesso K_s e N_{aglo} , o número de estrelas membros do aglomerado, conforme o método de descontaminação de campo galáctico (Seção 2.2). Finalmente, de acordo com a fração de estrelas do aglomerado com emissão infra-vermelha, obtivemos uma faixa de idade estimada para cada objeto analisado (Seção 2.1).

3.4 Análise da amostra

Na Tabela 3.1 apresentamos os objetos selecionados do Catálogo de Dutra et al. (2003) e suas nebulosas associadas. As colunas denotam os seguintes parâmetros: (1) designação dos aglomerados imersos de Dutra et al. (2003); (2) e (3) coordenadas equatoriais; (4) nebulosa associada; (5) tipo de ambiente da nebulosa (6) distância correspondente àquela da nebulosa associada.

As designações e demais informações sobre as nebulosas apresentadas na Tabela 3.1 são oriundas dos seguintes trabalhos: RCW (Rodgers et al. 1960), Gum (Gum 1955), Bran (Brand et al. 1986), ESO (Lauberts 1982) e a designação G (Wilson et al. 1970, Caswell 1987, Kuchar e Clark 1997).

Os aglomerados podem estar associados a nebulosas de reflexão ou regiões HII, como vemos na Tabela 3.1. Entretanto, podem existir aglomerados periféricos sem estrelas ionizantes associados a nebulosas que abrigam regiões HII. Podemos citar o caso do aglomerado da nebulosa vdBH-RN 26, um objeto de baixa massa que não apresenta estrelas ionizantes apesar de sua associação à região HII RCW 38 (Soares et al. 2005a).

Na Tabela 3.2 temos os parâmetros físicos obtidos de nossa análise (1) designação do objeto; (2) raio angular; (3) raio linear; (4) número de estrelas membros detectadas;

(5) fração de estrelas com excesso infra-vermelho; (6) absorção na banda A_{K_s} ; (7) idade média estimada; (8) massa estimada. A estimativa da massa foi obtida somente para aqueles aglomerados com distância conhecida.

A maior parte dos objetos estudados é bastante jovem, com idades até 2 milhões de anos. Apenas 5 dos 22 aglomerados apresentam idades acima deste valor.

Nas Figuras 3.1-3.4 temos imagens na banda K_s do 2MASS dos supostos aglomerados associados às nebulosas de reflexão. O tamanho angular típico de cada extração corresponde a $200'' \times 200''$. Na maioria das imagens encontramos uma clara concentração de estrelas na região central em relação ao campo próximo.

A distribuição angular da densidade superficial de fontes para os objetos estudados corrobora a tese de que tais objetos sejam realmente aglomerados ou grupos estelares. Nas Figuras 3.5-3.8 podemos verificar que na região central a densidade superficial de fontes fica nitidamente acima do valor esperado para o campo.

As Figuras 3.9-3.12 apresentam os diagramas cor-cor para os objetos estudados. A distribuição de estrelas nos diagramas é típica de aglomerados recém-formados, com menos de 2 milhões de anos. À exceção dos objetos DBSB 030, DBSB 042, DBSB 043, DBSB 064, DBSB 081 que apesar de serem provavelmente jovens, já não apresentam uma fração significativa de estrelas com excesso infra-vermelho.

Algumas das estrelas que vemos em cada DCC não são membros dos aglomerados, uma vez que nesses diagramas não subtraímos individualmente as estrelas de contaminação pelo campo galáctico. Na estimativa do número de estrelas pertencentes ao aglomerado a partir do perfil de densidade superficial, realizamos uma subtração estatística sem determinar individualmente quais estrelas eram pertencentes ao campo galáctico

Objeto	α (J2000)	δ (J2000)	nebulosa	ambiente	d_{\odot} [kpc]
DBSB 002	07 10 12	-18 26 21	Gum5	HII	–
DBSB 011	07 24 16	-24 38 01	Bran22C	–	–
DBSB 014	07 37 46	-32 50 29	Bran58	–	–
DBSB 030	09 01 54	-44 43 32	Bran221	–	–
DBSB 031	08 52 30	-48 45 57	vdBH-RN22a	NR	1.7
DBSB 035	09 15 11	-47 28 32	Bran242	–	–
DBSB 039	09 24 25	-53 08 08	Bran262	–	–
DBSB 040	10 01 22	-57 43 10	Bran280	NR	–
DBSB 041	10 01 28	-57 43 49	Bran280	NR	–
DBSB 042	10 07 33	-57 33 30	RCW46	HII	–
DBSB 043	16 47 11	-41 16 28	vdBH-RN73a	NR	1.9
DBSB 049	10 51 08	-54 20 45	Bran322B	–	–
DBSB 064	11 24 41	-58 56 29	vdBH-RN48	NR	1.5
DBSB 069	11 33 54	-63 16 46	RCW62	HII	1.7
DBSB 070	11 48 36	-62 17 16	Bran373	HII	1.7
DBSB 081	12 58 40	-66 21 05	vdBH-RN58	NR	1.7
DBSB 087	13 32 47	-60 26 54	ESO132EN12	HII	–
DBSB 088	14 19 40	-61 25 20	RCW85	HII	1.2
DBSB 104	17 04 02	-51 04 55	vdBH-RN81	NR	–
DBSB 114	16 59 10	-40 12 05	G345.3+1.5	HII	1.9
DBSB 121	17 17 01	-36 22 10	RCW126	HII	1.4
DBSB 123	17 17 15	-36 20 18	RCW126	HII	1.4

Tabela 3.1: Posição, nebulosa associada e distância para cada aglomerado analisado.

Objeto	$r_{ang}[']$	$r_{lin}[pc]$	$N_{membros}$	f_{K_s}	A_{K_s}	id[10^6 anos]	M[M_{\odot}]
DBSB 002	1.0	–	28	0.35	0.30	1-2	–
DBSB 011	2.0	–	84	0.45	0.46	1-2	–
DBSB 014	1.6	–	38	0.37	0.80	1-2	–
DBSB 030	0.6	–	9	0.13	1.10	2-6	–
DBSB 031	1.4	0.7	36	0.51	0.59	<1	67
DBSB 035	2.0	–	52	0.40	0.46	1-2	–
DBSB 039	0.6	–	10	0.37	0.26	1-2	–
DBSB 040	1.6	–	41	0.53	0.47	<1	–
DBSB 041	1.2	–	28	0.35	0.62	1-2	–
DBSB 042	0.6	–	11	0.00	0.47	>3	–
DBSB 043	1.6	0.9	42	0.15	0.38	2-6	120
DBSB 049	2.0	–	57	0.43	0.33	1-2	–
DBSB 064	0.6	0.3	19	0.11	0.34	2-6	35
DBSB 069	1.0	0.5	20	0.56	0.32	<1	31
DBSB 070	1.0	0.5	16	0.34	0.35	1-2	31
DBSB 081	1.0	0.5	22	0.07	0.17	2-6	44
DBSB 087	0.6	–	14	0.51	0.71	<1	–
DBSB 088	1.2	0.4	14	0.29	0.74	1-2	20
DBSB 104	2.0	–	35	0.40	0.18	1-2	–
DBSB 114	1.2	0.7	65	0.25	0.76	1-2	219
DBSB 121	1.6	0.7	42	1.04	1.01	<1	78
DBSB 123	1.6	0.7	54	0.25	1.06	1-2	130

Tabela 3.2: *Parâmetros físicos obtidos para cada aglomerado analisado.*

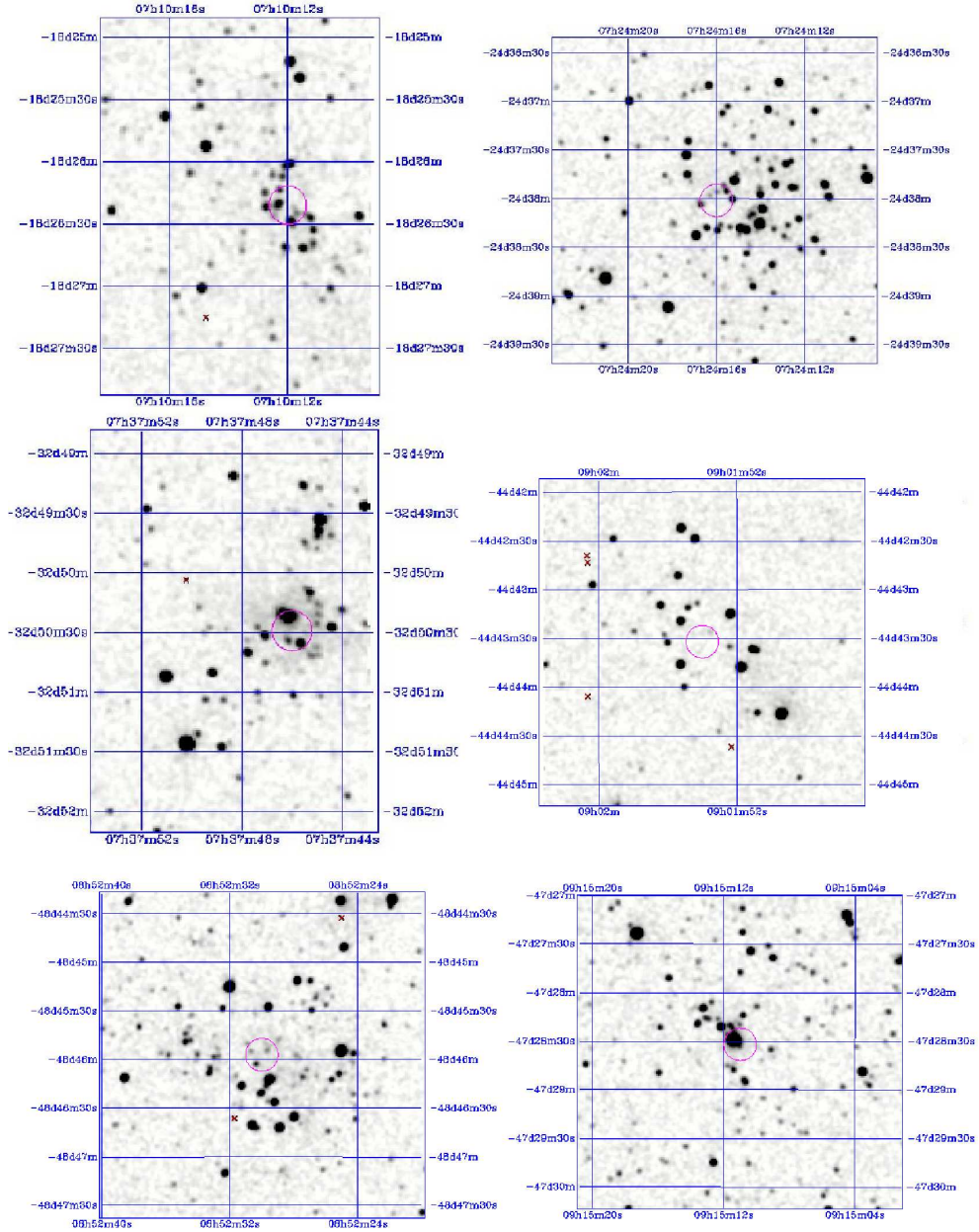


Figura 3.1: Imagem do 2MASS na banda K_s para os objetos (a) DBSB002, (b) DBSB011, (c) DBSB014, (d) DBSB030, (e) DBSB031, (f) DBSB035. O círculo aberto indica a parte central de cada objeto.

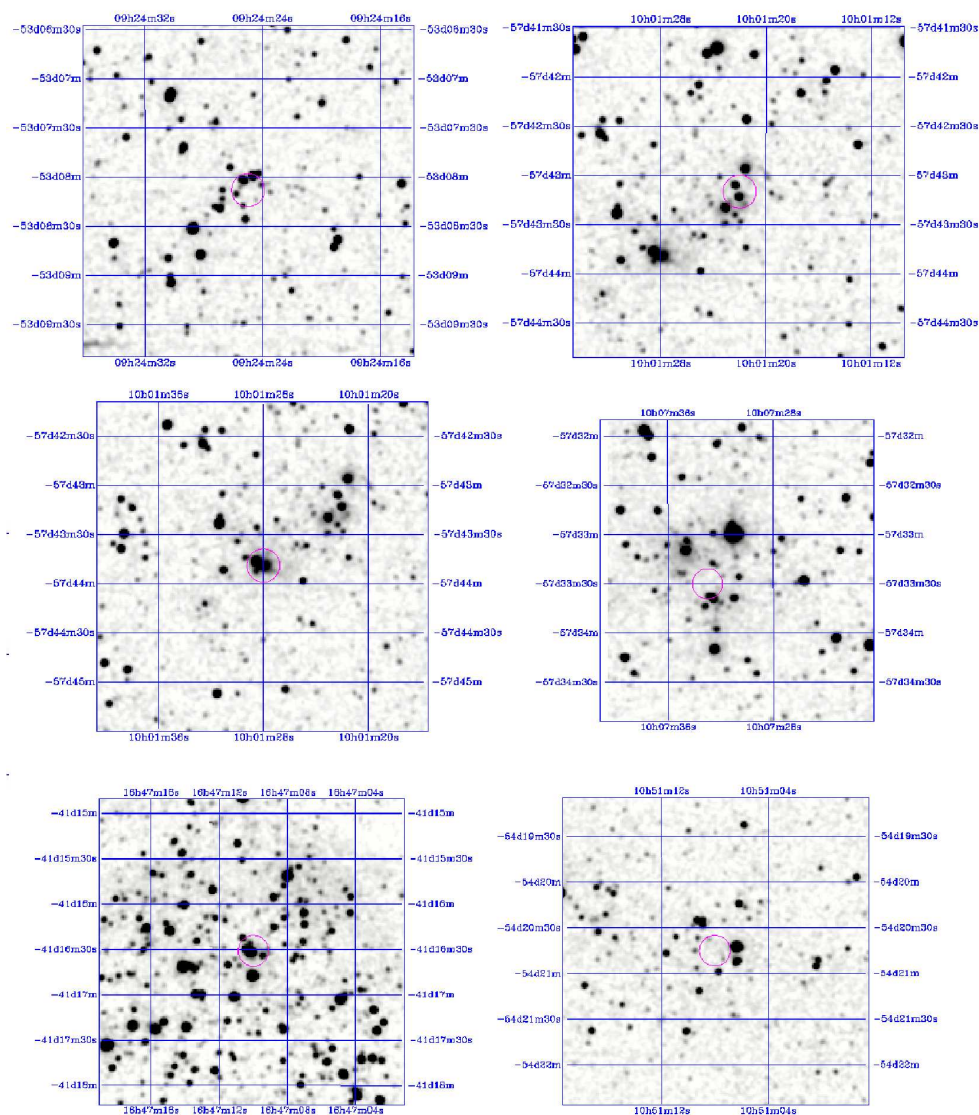


Figura 3.2: Imagem do 2MASS na banda K_s para os objetos (a) DBSB 039, (b) DBSB 040, (c) DBSB 041, (d) DBSB 042, (e) DBSB 043, (f) DBSB 049. O círculo aberto indica a parte central de cada objeto.

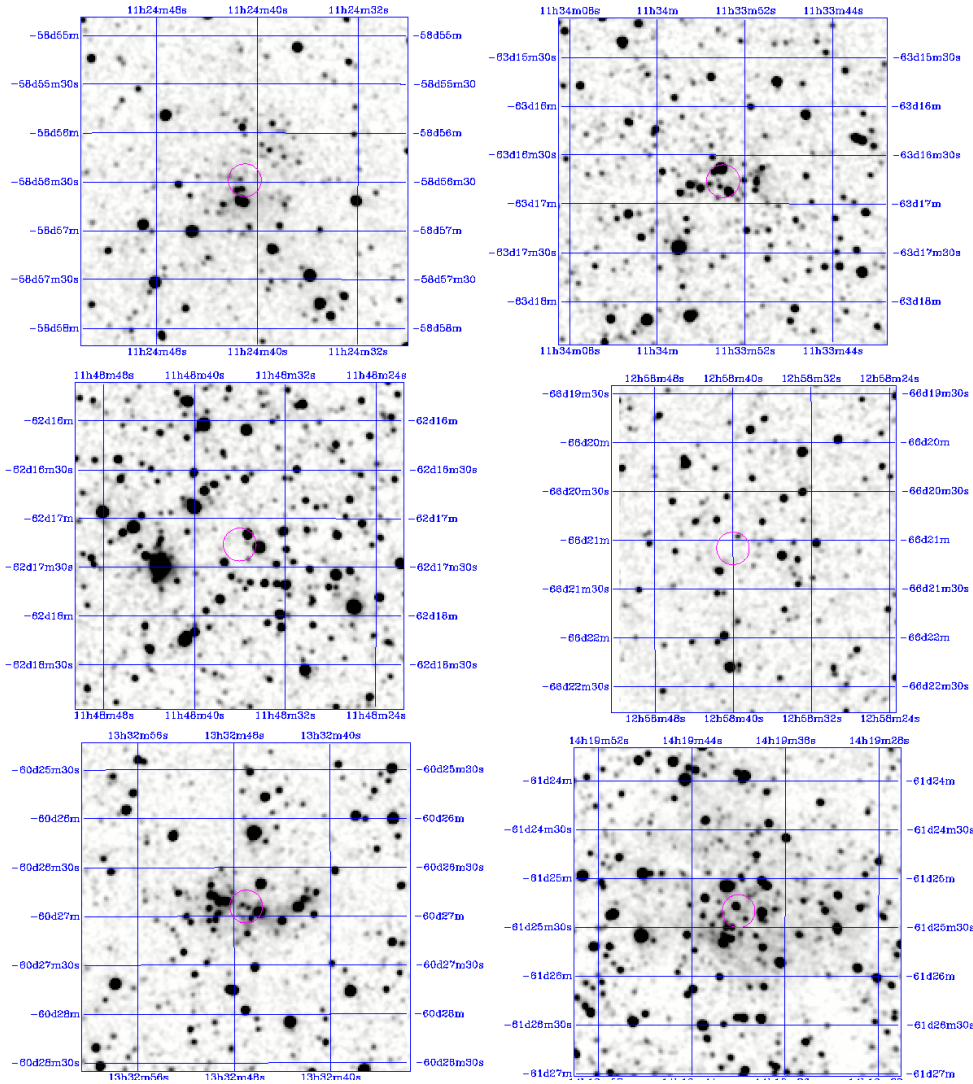


Figura 3.3: Imagem do 2MASS na banda K_s para os objetos (a) DBSB 064, (b) DBSB 069, (c) DBSB 070, (d) DBSB 081, (e) DBSB 087, (f) DBSB 088. O círculo aberto indica a parte central de cada objeto.

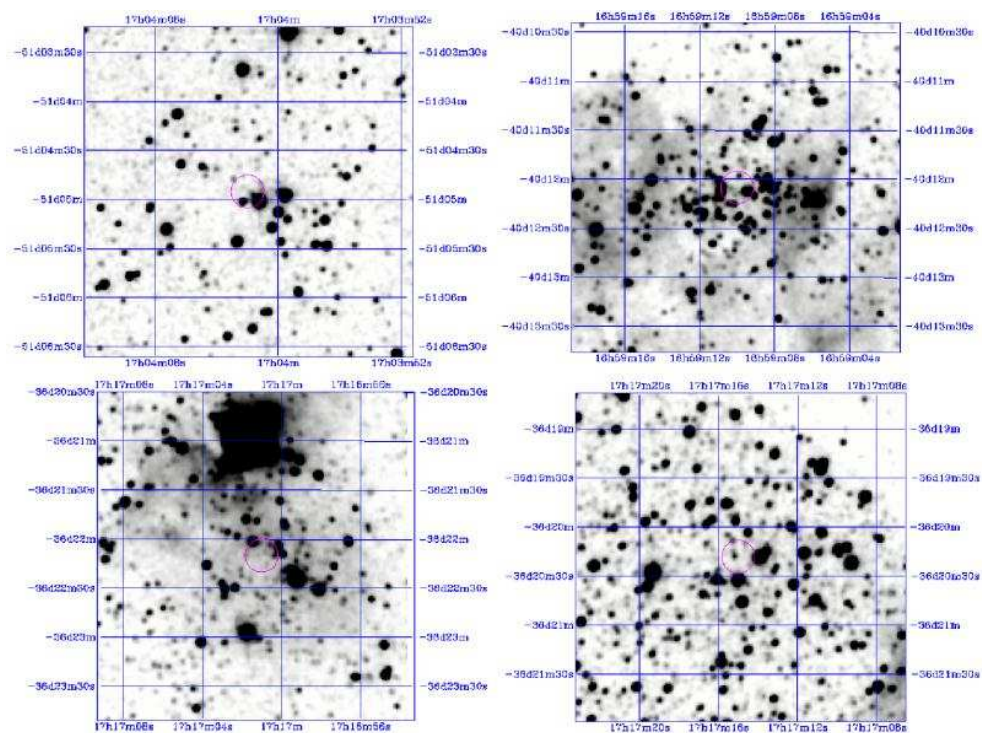


Figura 3.4: Imagem do 2MASS na banda K_s para os objetos (a) DBSB 104, (b) DBSB 114, (c) DBSB 121, (d) DBSB 123. O círculo aberto indica a parte central de cada objeto.

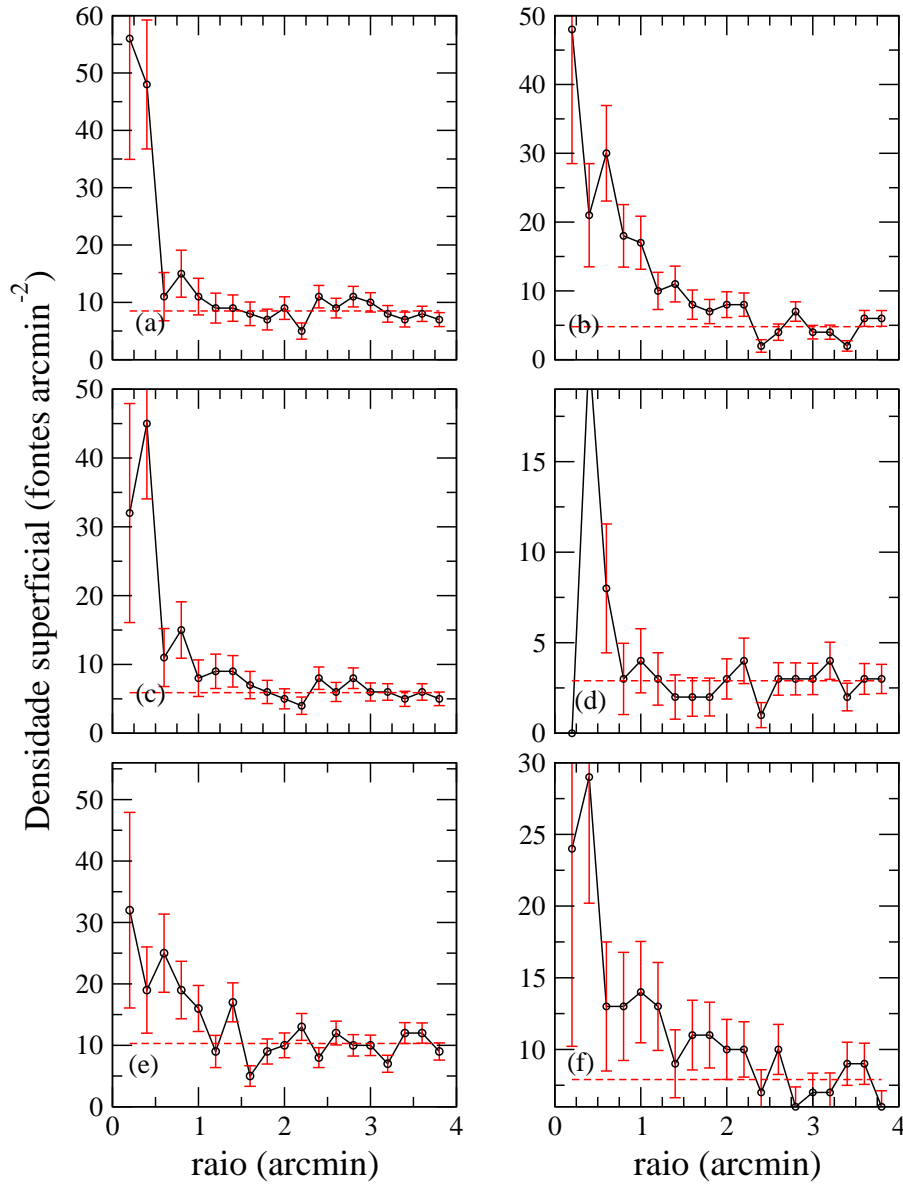


Figura 3.5: *Distribuição angular de densidade superficial de fontes para os aglomerados: (a) DBSB 002, (b) DBSB 011, (c) DBSB 014, (d) DBSB 030, (e) DBSB 031, (f) DBSB 035. Linhas tracejadas indicam a o valor médio do fundo para cada objeto. As barras dos erros poissônicos são indicadas.*

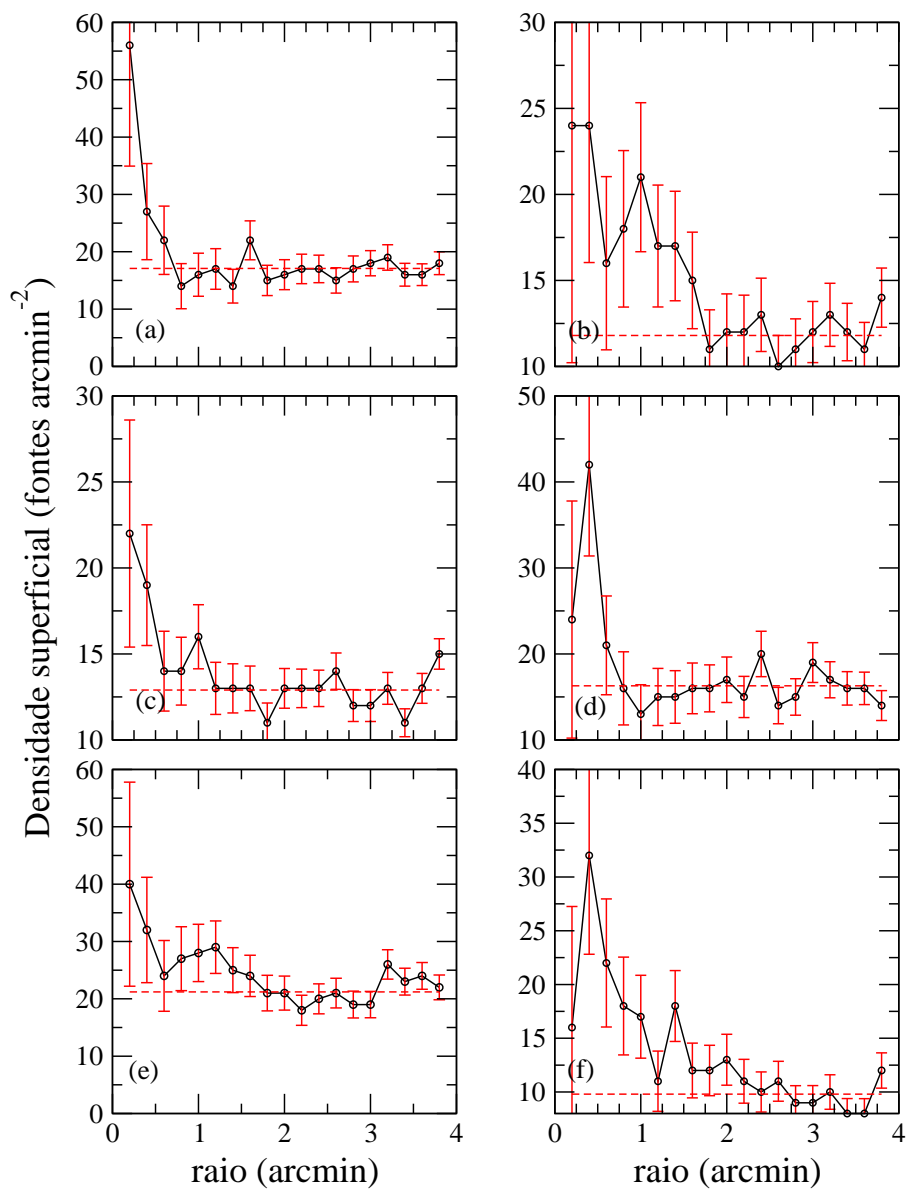


Figura 3.6: *Distribuição angular de densidade superficial de fontes para os aglomerados: (a) DBSB 039, (b) DBSB 040, (c) DBSB 041, (d) DBSB 042, (e) DBSB 043, (f) DBSB 049. Símbolos como na Fig.3.5.*

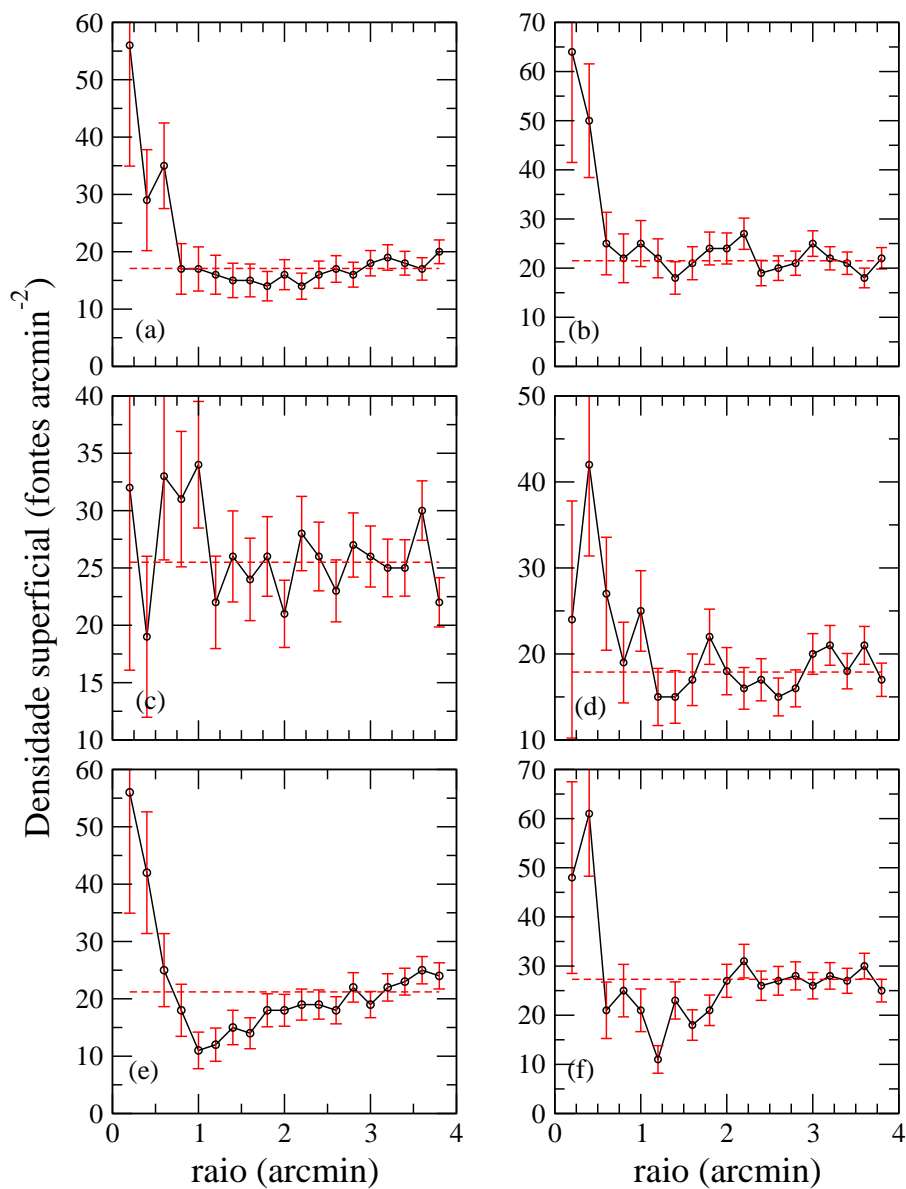


Figura 3.7: Distribuição angular de densidade superficial de fontes para os aglomerados: (a) DBSB 064, (b) DBSB 069, (c) DBSB 070, (d) DBSB 081, (e) DBSB 087, (f) DBSB 088. Símbolos como na Fig.3.5.

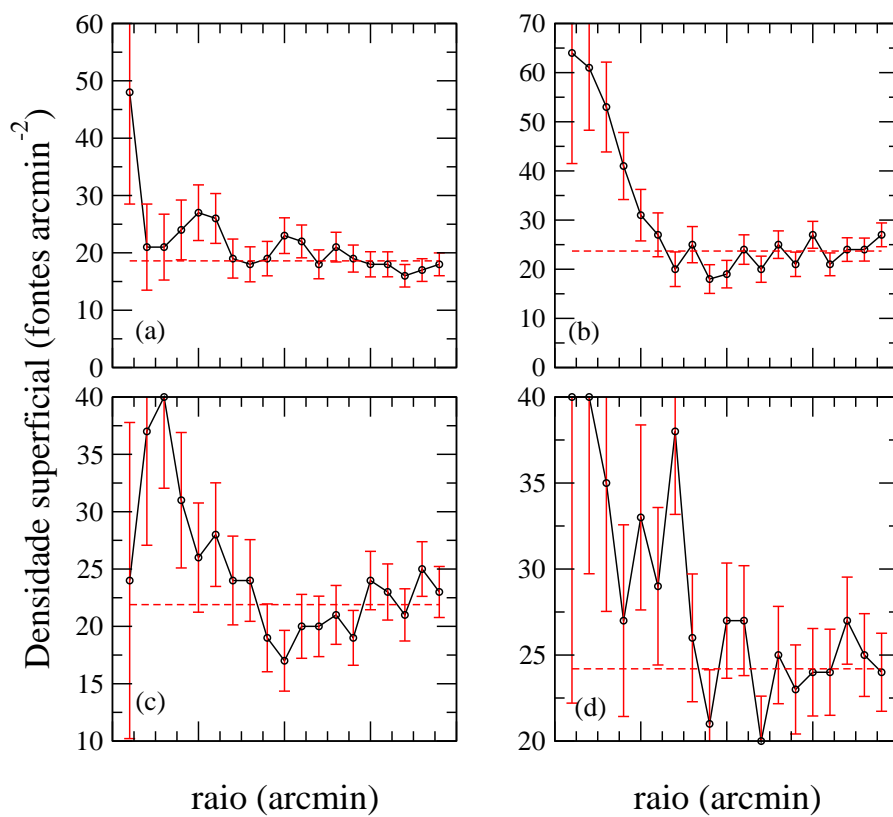


Figura 3.8: Distribuição angular de densidade superficial de fontes para os aglomerados: (a) DBSB 104, (b) DBSB 114, (c) DBSB 121, (d) DBSB 123. Símbolos como na Fig. 3.5.

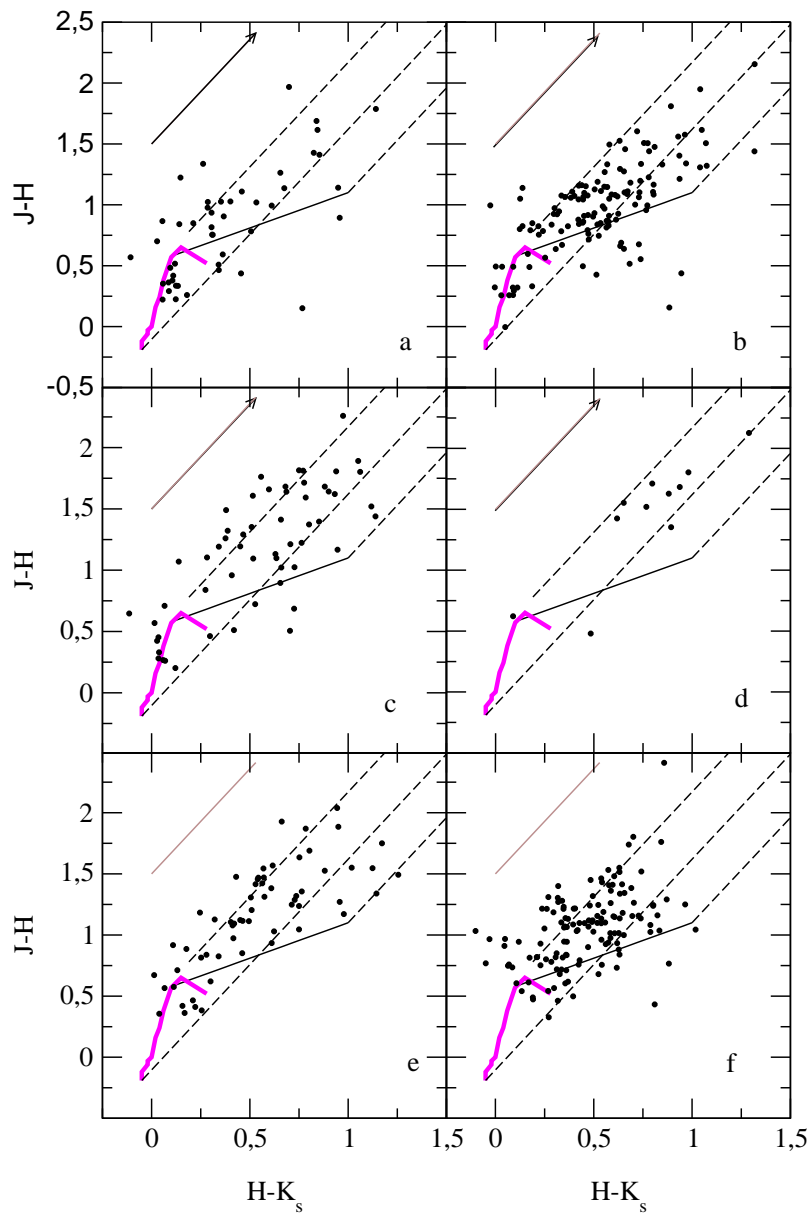


Figura 3.9: Diagrama $((J - H), (H - K_s))$ para (a) DBSB 002, (b) DBSB 011, (c) DBSB 014, (d) DBSB 030, (e) DBSB 031, (f) DBSB 035. Os símbolos são idênticos aos da Fig. 2.1.

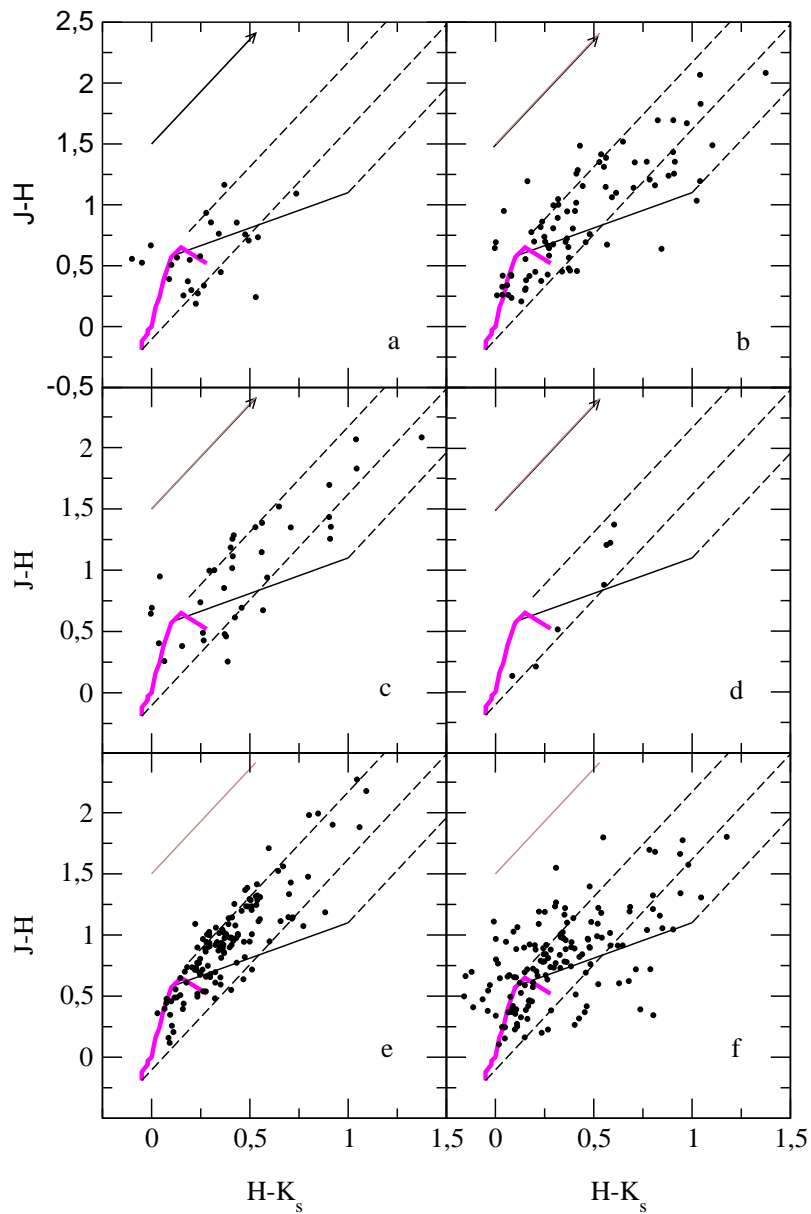


Figura 3.10: Diagrama $((J - H), (H - K_s))$ para (a) DBSB 039, (b) DBSB 040, (c) DBSB 041, (d) DBSB 042, (e) DBSB 043, (f) DBSB 049. Os símbolos são idênticos aos da Fig. 2.1.

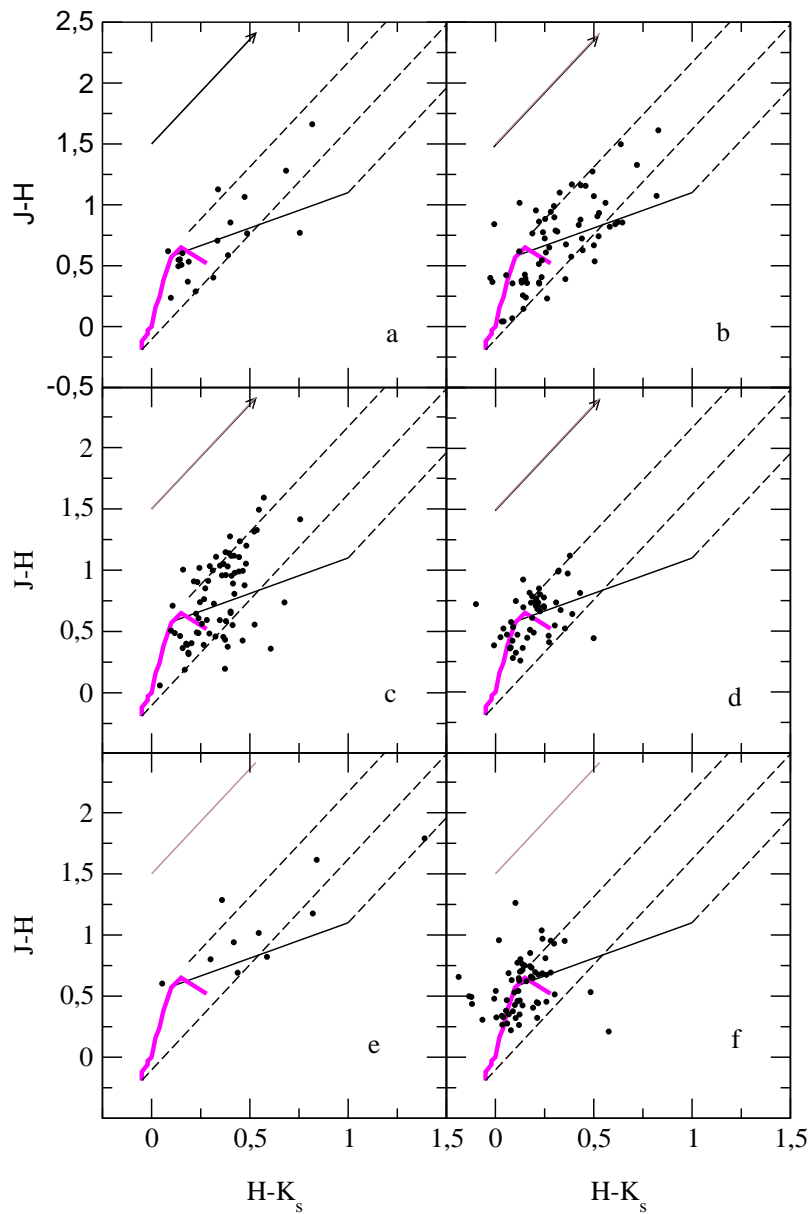


Figura 3.11: Diagrama $((J - H), (H - K_s))$ para (a) DBSB 064, (b) DBSB 069, (c) DBSB 070, (d) DBSB 081, (e) DBSB 087, (f) DBSB 088. Os símbolos são idênticos aos da Fig. 2.1.

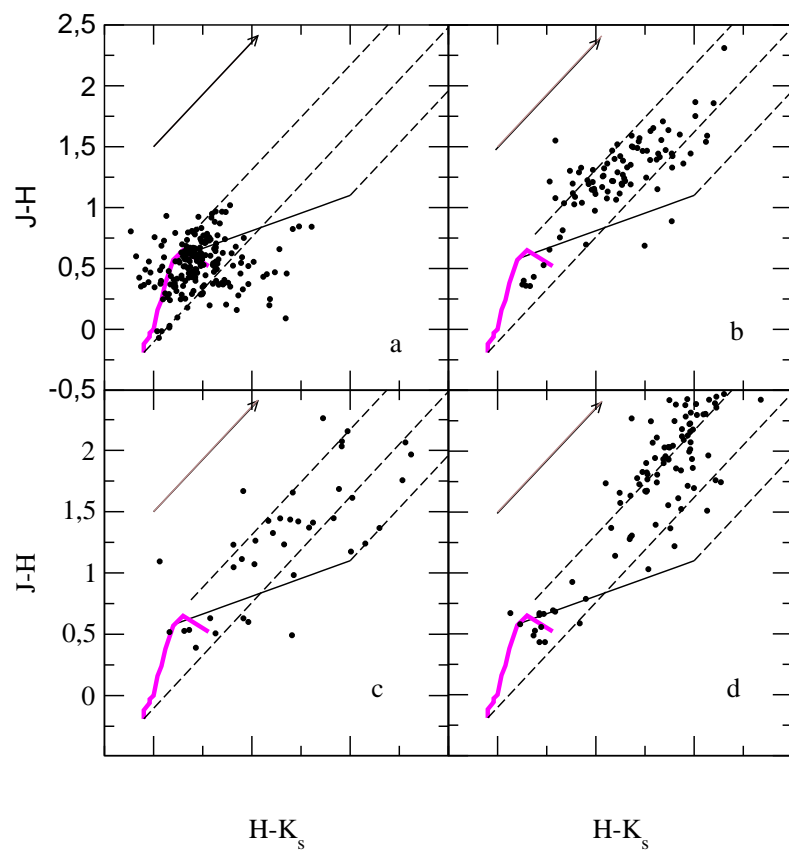


Figura 3.12: Diagrama $((J - H), (H - K_s))$ para (a) DBSB 104, (b) DBSB 114, (c) DBSB 121, (d) DBSB 123. Os símbolos são idênticos aos da Fig. 2.1.

3.5 Busca por novos aglomerados imersos

Aglomerados imersos em estágios iniciais de evolução apresentam estrelas de PSP, grande parte delas com emissão no infra-vermelho detectável como excesso na banda K_s . Explorando essa característica dos aglomerados imersos, realizamos uma busca por novos objetos baseada no excesso na banda K_s . Nessa busca contamos com a fotometria JHK_s do 2MASS em áreas circulares de $r = 10'$ e centradas na posição dos 47 objetos da amostra selecionada.

Através do DCC identificamos as estrelas com excesso na banda K_s e verificamos suas coordenadas espaciais, com o objetivo de encontrar aglomerações dessas estrelas. Uma parte das regiões estudadas apresenta aglomerações de estrelas com emissão infra-vermelha no próprio centro do círculo de busca, conforme o esperado, uma vez que esses centros indicam os centros dos aglomerados imersos encontrados em Dutra et al. (2003).

As aglomerações de estrelas com excesso na banda K_s encontradas fora da região central do círculo de busca foram submetidas a uma análise da distribuição angular da densidade superficial de fontes. Como resultado dessa busca foi encontrado um novo aglomerado na vizinhança do objeto anteriormente catalogado DBSB 009. As suas coordenadas são $\alpha(J2000) = 07^h31^m58^s$, $\delta(J2000) = -19^\circ17'34''$ ($l = 234,63^\circ, b = -0,17^\circ$).

O centro indicado na imagem K_s para o objeto é coincidente com a concentração de estrelas com excesso infra-vermelho (Figura 3.13). O perfil de densidade superficial de fontes que apresentamos na Figura 3.14 confirma a maior densidade de fontes na região central do objeto. O novo aglomerado apresenta uma densidade superficial que excede àquela do campo em $r < 0.6'$. A densidade superficial média para o campo próximo foi obtida considerando-se os anéis concêntricos de $4' < r < 6'$. Esta faixa corresponde a uma área mais afastada do centro do objeto em relação àquela utilizada

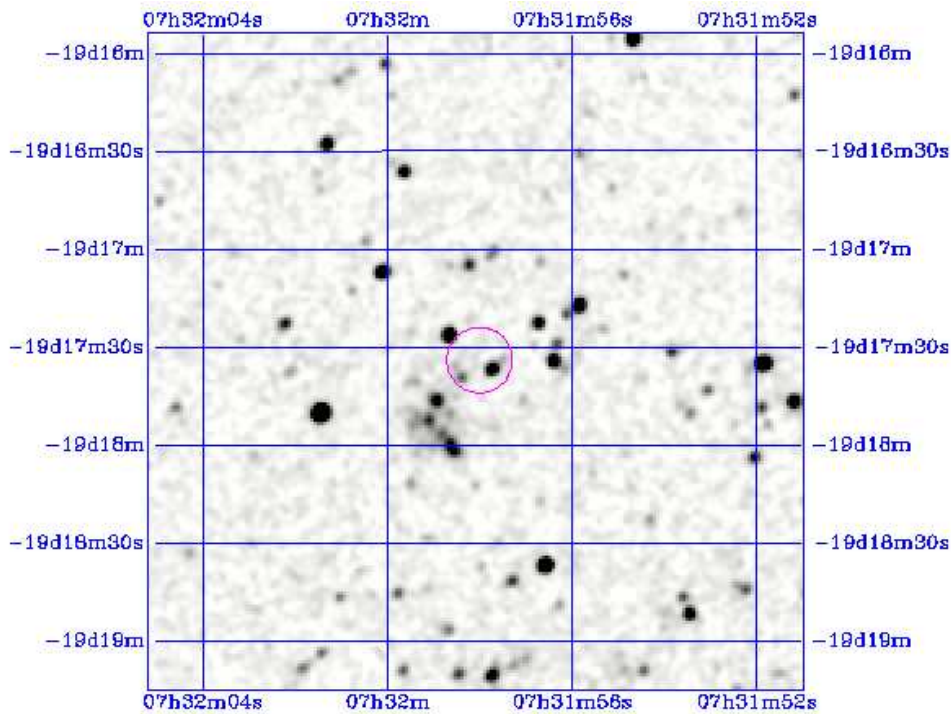


Figura 3.13: Imagem do 2MASS na banda K_s para o novo aglomerado. O círculo aberto indica a parte central do objeto.

para os demais aglomerados aqui estudados. Este procedimento foi empregado para evitar o viés das estrelas membros do aglomerado vizinho no cálculo do campo médio.

Na Figura 3.15 temos o DCC para o novo objeto. Pelo espalhamento das estrelas ao longo do vetor de avermelhamento, podemos notar a importância da extinção causada pela poeira nesses objetos. A presença de estrelas localizadas na região de estrelas T Tauri indica o estágio inicial de evolução do aglomerado.

A distância da nebulosa associada, $d_{\odot} = 4.0kpc$, foi adotada como a distância do aglomerado. A análise da distribuição angular da densidade superficial apontou para um número de 16 membros dentro de um raio linear $r_{lin} = 0,7pc$. A partir do DCC estimamos uma idade em torno de 1 milhão de anos, ou seja, o aglomerado parece estar num estágio bem inicial, com uma grande fração de estrelas apresentando excesso no

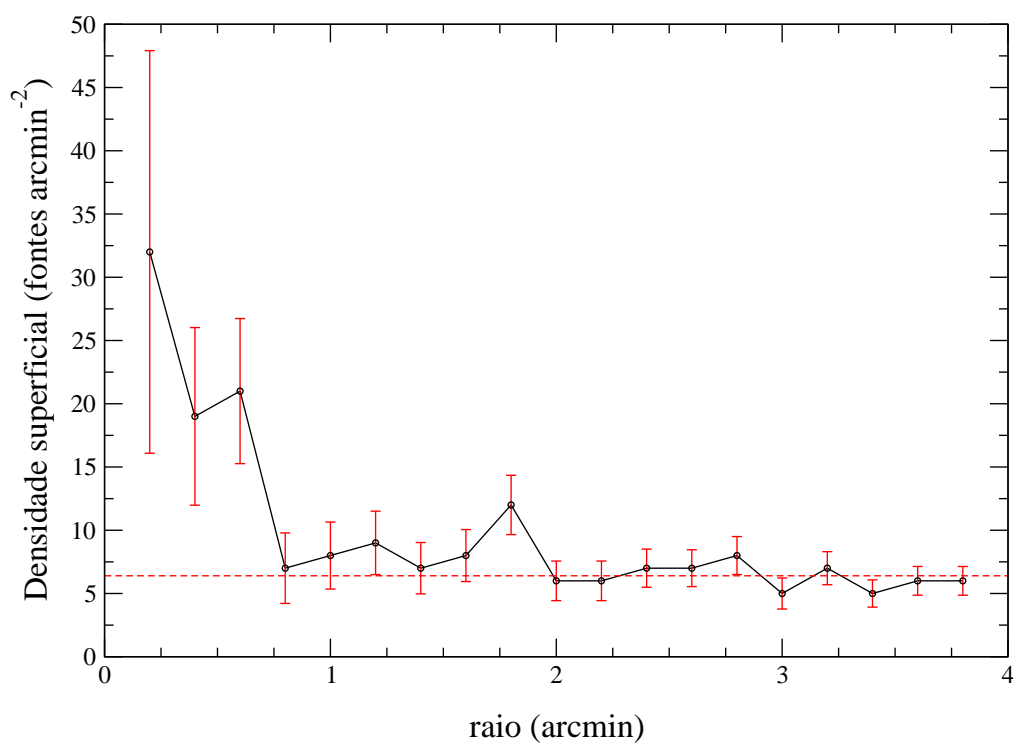


Figura 3.14: Distribuição angular de densidade superficial de fontes para o novo aglomerado. Símbolos são idênticos àqueles da Fig.3.5.

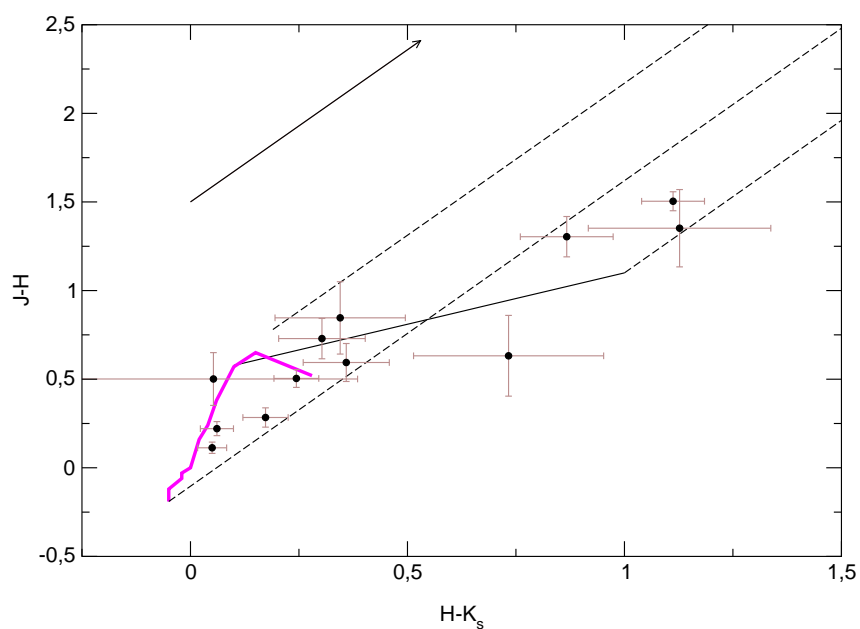


Figura 3.15: Diagrama $((J - H), (H - K_s))$ para o novo aglomerado. Símbolos são idênticos àqueles da Fig.3.9.

infra-vermelho.

Considerando a distância adotada para o aglomerado, grande parte das estrelas membros não são detectadas, pois o limite de detecção é $M_{K_s} \approx 1mag$. Se adotamos os modelos evolutivos de Siess et al. (2000), esse limite corresponde a $M = 1,7M_{\odot}$. A estimativa da massa total do aglomerado é obtida do mesmo modo que nos demais objetos, extrapolando o número de estrelas segundo a FMI do Trapézio para massas inferiores ao limite de detecção. O resultado encontrado é de uma massa total para o aglomerado de $M = 320M_{\odot}$. Devido à grande distância ao Sol da nebulosa, é de grande importância a realização de observações com telescópios mais potentes, que proporcionarão a detecção de estrelas de mais baixa massa.

3.6 Conclusões

A partir da análise que realizamos para a amostra de aglomerados e grupos estelares imersos do Catálogo de Dutra et al. (2003) e do novo aglomerado aqui apresentado podemos apontar os valores típicos para os parâmetros físicos obtidos, verificando se realmente existe uma homogeneidade no conjunto de parâmetros derivados para os aglomerados em estudo.

Nossa amostra corresponde a estrelas e proto-estrelas imersas em nebulosas de reflexão ou ionizadas. Assim, pode-se afirmar que alguns parâmetros já possuem um certo viés. Por exemplo, é muito provável que a amostra apresente uma extinção estelar considerável.

A ausência de aglomerados mais distantes deve-se ao limite em distância ($d_{\odot} < 2kpc$) imposto à amostra, excetuando o novo objeto. O raio linear derivado para os aglomerados situa-se na faixa de 0,3 a 0,9 pc, valores típicos para aglomerados imersos (Lada e Lada 2003). Em grande parte dos objetos estudados, o número de estrelas detectadas fica na faixa de 20 a 50, mas incluem-se na nossa amostra aglomerados com

até 80 estrelas membros.

A idade média derivada para a amostra indica uma população bastante jovem. A maior parte dos aglomerados possui uma idade média na faixa de 1 a 2 milhões de anos. Considerando a associação dos aglomerados com as suas respectivas nebulosas de reflexão e ionização, esse resultado não é surpreendente. Dos objetos analisados, três não apresentam estrelas com excesso K_s , nesse caso os aglomerados possuem, no mínimo, alguns milhões de anos e não podemos indicar um limite superior para suas idade com base em nossos dados.

Em nossa amostra o objeto mais massivo encontrado possui uma massa estimada de $\approx 200M_{\odot}$. Dos onze aglomerados com massa estimada, oito possuem massa na faixa de $\approx 20M_{\odot}$ a $\approx 60M_{\odot}$. Os valores de massa total para cada aglomerado não possuem uma correlação aparente com o ambiente da nebulosa. Os aglomerados imersos associados a nebulosas com região HII podem apresentar massas tão baixas quanto aqueles associados a nebulosas de reflexão.

O aglomerados NGC 2264 e Trapézio possuem, respectivamente, $M = 430M_{\odot}$ e $M = 780M_{\odot}$. Ambos situam-se em região HII, ionizadas por estrelas membros de tipo espectral O. Os aglomerados imersos de média e alta massa, como os dois citados acima, geralmente estão associados a nebulosas ionizadas pelas próprias estrelas membros desses aglomerados. As massas estimadas para os aglomerados associados a nebulosas de reflexão corroboram com os resultados obtidos em Soares et al. (2005a), ou seja, esses aglomerados que não possuem estrelas massivas capazes de ionizar o gás caracterizam-se pela baixa massa.

Os aglomerados imersos em nebulosas associadas a regiões HII podem ser objetos de baixa massa periférico à região HII, como aquele associado à nebulosa vdBH-RN 26, não possuindo estrela massiva ionizante. Embora não possamos excluir a hipótese de que esses aglomerados sejam responsáveis pela ionização do gás e que estrelas massivas

podem ser formadas em aglomerados imersos com massas inferiores a $\approx 200M_{\odot}$. Assim como fizemos para os aglomerados em Soares et al. (2005a), seria de grande valia a realização de uma análise espectroscópica para os objetos apresentados neste capítulo.

Capítulo 4

Aglomerados em nebulosas de reflexão

O objetivo principal do trabalho apresentado neste capítulo é estudar aglomerados ou grupos estelares jovens associados a nebulosas de reflexão e derivar seus parâmetros físicos através de métodos que incluem perfil de densidade, diagramas cor-cor e cor-magnitude. Pretendemos contribuir para o processo de compreensão da evolução de tais objetos. Um objeto similar próximo é o aglomerado estelar jovem na nebulosa de reflexão NGC 5367 (Williams et al. 1977).

Testi et al. (1998) encontraram aglomerações no entorno de estrelas AeBe de Herbig, algumas delas associadas a nebulosas de reflexão. Soares e Bica (2002, 2003) estudaram quatro aglomerados ou grupos estelares na nuvem molecular Canis Majoris R1 (CMaR1), três desses associados a nebulosas de reflexão. Neste capítulo analisamos alguns candidatos a aglomerados em nebulosas de reflexão.

A maioria dos aglomerados ou grupos estelares em Bica et al. (2003b) e Dutra et al. (2003) são massivos e associados a regiões HII observadas nas faixas do ótico ou

do rádio, e suas nuvens moleculares. A sub-amostra de aglomerados e grupos estelares associados a nebulosas de reflexão no ótico é pequena, o que os tornam interessantes para a pesquisa.

As nebulosas de reflexão vdBH-RN 26, vdBH-RN 38 e vdBH-RN 53a foram catalogadas por van den Bergh e Herbst (1975), ESO 95-RN 18 por Lauberts (1982) e GGD 20 por Gyulbudaghian et al. (1978). Este último objeto é equivalente ao BBW 311 (Brand et al. 1986). Van den Bergh e Herbst (1975) encontraram uma distância a partir do Sol de $d_{\odot} = 1,7$ kpc para vdBH-RN 26. Herbst (1975) derivou para vdBH-RN 38, o núcleo da nebulosa ESO 128EN 4, $d_{\odot} = 2,5$ kpc através de fotometria UBV para a estrela central e não contava com dados espectroscópicos. Brand e Blitz (1993) obtiveram para a nebulosa BBW 311 $d_{\odot} = 3,1$ kpc. vdBH-RN 53a é equivalente a ESO 946 e BBW 371A, com $r \approx 0,6'$. Outras duas pequenas nebulosas aparecem na área. Herbst derivou para vdBH-RN 53a $d_{\odot} = 4,2$ kpc. Brand e Blitz (1993) indicam $d_{\odot} = 3,6$ kpc para o conjunto da área, incluindo as pequenas nebulosas.

Os aglomerados ou grupos estelares imersos nas nebulosas vdBH-RN 38 e vdBH-RN 53a foram identificados como objetos DBSB 53 e DBSB 72, respectivamente, por Dutra et al. (2003), enquanto aqueles associados à GGD 20 e à ESO 95-RN 95 são apresentados pela primeira vez em nosso trabalho. O aglomerado associado à NGC 6595 foi catalogado em Bica et al. (2003a), enquanto aquele associado à vdBH-RN 26 o foi em Dutra e Bica (2001).

No presente estudo, nós analisamos o conteúdo estelar das nebulosas de reflexão utilizando a distribuição radial da densidade superficial das fontes (estrelas de PSP e SP) e diagramas cor-cor e cor-magnitude. Analisamos a natureza desses objetos através da análise de seus parâmetros físicos.

As coordenadas galáticas e equatoriais dos aglomerados são apresentadas na Tabela 4.1. Os centros foram definidos a partir do valor de pico obtido na análise estrutural

(Seção 2.2).

4.1 Dados espectroscópicos e fotométricos

As observações de espectroscopia ótica foram realizadas no Complexo Astronômico El Leoncito (CASLEO, Argentina) conforme descrito na Seção 2.5. Na Figura 4.1 apresentamos o espectro observado da estrela mais brilhante em 3 dos objetos estudados. As estrelas NGC 6595_1, vdBH-RN 38_1 e ESO 95-RN 18_1 são estrelas *early-type* provavelmente associadas às respectivas nebulosas. As estrelas GGD 20_1 e vdBH-RN 26_1, localizadas na periferia dos objetos, aparentemente são estrelas *late-type* de contaminação de campo galático.

A fotometria no IVP utilizada é proveniente do Catálogo de fontes pontuais do 2MASS (Seção 2.5). A extração para a região de cada nebulosa teve raio de $r = 5'$, com o objetivo de considerar também a região em torno do aglomerado ou grupo estelar.

Para ilustrar o tipo de objeto analisado, mostramos imagens no infra-vermelho e no ótico para os aglomerados ou grupos estelares associados às nebulosas vdBH-RN 26 e GGD 20. As imagens na banda K_s do 2MASS na direção dessas nebulosas são apresentadas na Figura 4.2, enquanto a imagem do DSS (*Digitized Sky Survey*) para as mesmas regiões é mostrada na Figura 4.3. A nebulosa de reflexão situa-se na parte central dessas imagens no ótico.

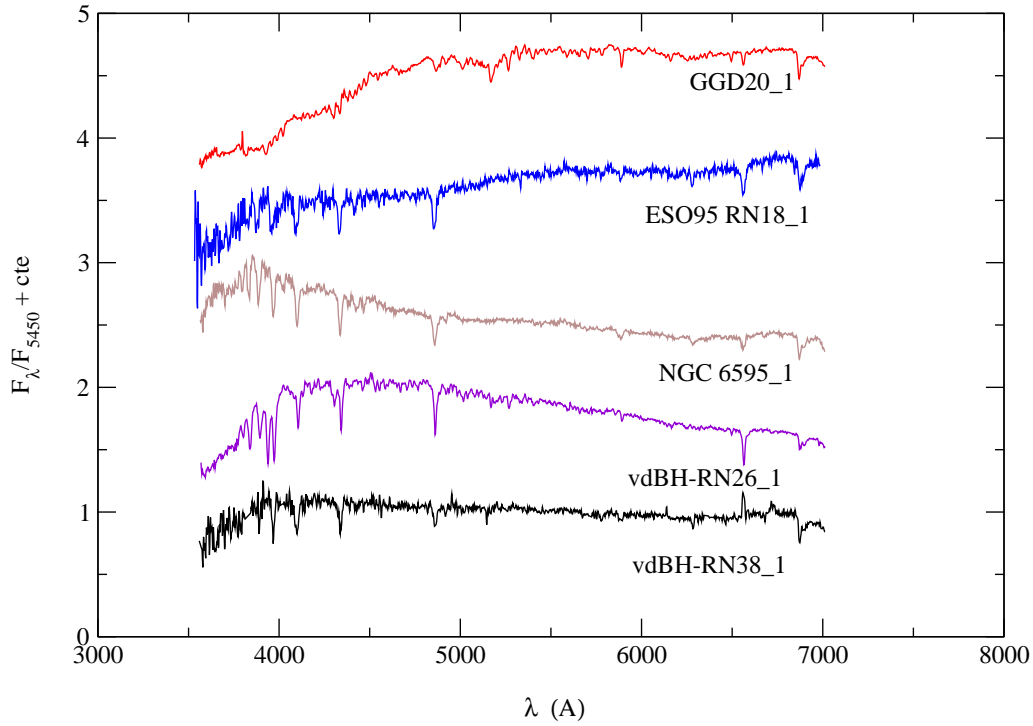


Figura 4.1: *Espectro observado da estrela mais brilhante em cinco aglomerados Os espectros são normalizados a $F_\lambda = 1$ em $\lambda = 5450 \text{ \AA}$. Constantes foram adicionadas aos espectros.*

Objeto	$\alpha(\text{J2000})$	$\delta(\text{J2000})$	$l(^{\circ})$	$b(^{\circ})$
vdBH-RN 26	$08^{\text{h}}58^{\text{m}}04^{\text{s}}$	$-47^{\circ}22'54''$	267,72	-1,10
vdBH-RN 38	$10^{\text{h}}32^{\text{m}}41^{\text{s}}$	$-61^{\circ}37'28''$	287,21	-3,06
vdBH-RN 53a	$11^{\text{h}}45^{\text{m}}57^{\text{s}}$	$-65^{\circ}33'34''$	296,22	-3,54
GGD 20	$7^{\text{h}}24^{\text{m}}41^{\text{s}}$	$-24^{\circ}34'42''$	238,47	4,16
ESO 95-RN 18	$12^{\text{h}}51^{\text{m}}22^{\text{s}}$	$-63^{\circ}18'18''$	302,92	-0,43
NGC 6595	$18^{\text{h}}17^{\text{m}}06^{\text{s}}$	$-19^{\circ}51'52''$	11,42	-1,71

Tabela 4.1: Coordenadas espaciais adotadas para os objetos.

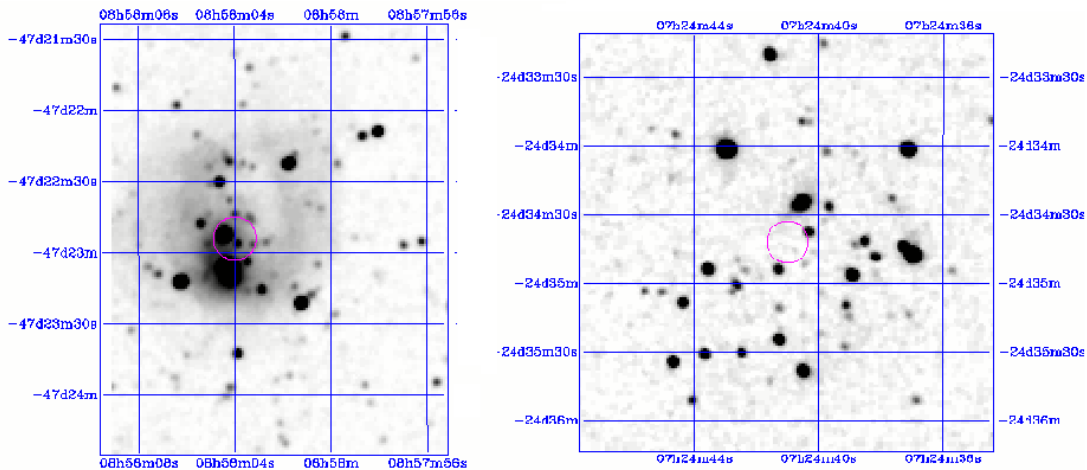


Figura 4.2: Imagem do 2MASS na banda K_s para os objetos $vdBH-RN26$ e $GGD20$, mostrando aglomerações. O círculo aberto indica a parte central de cada objeto.

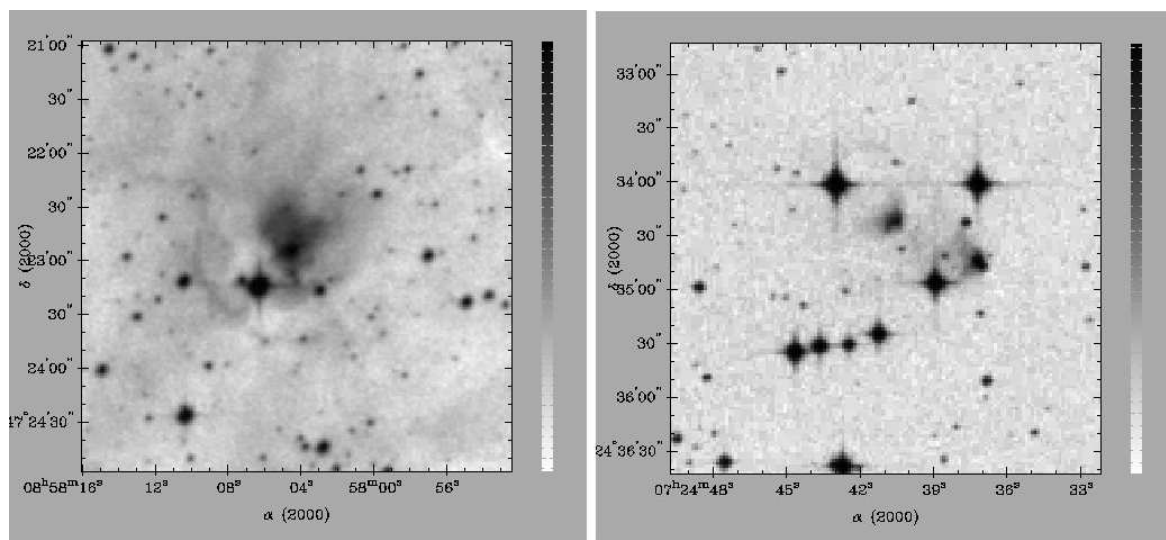


Figura 4.3: Imagem na banda R de $vdBH-RN26$ e $GGD20$ obtida do DSS (Digitized Sky Survey).

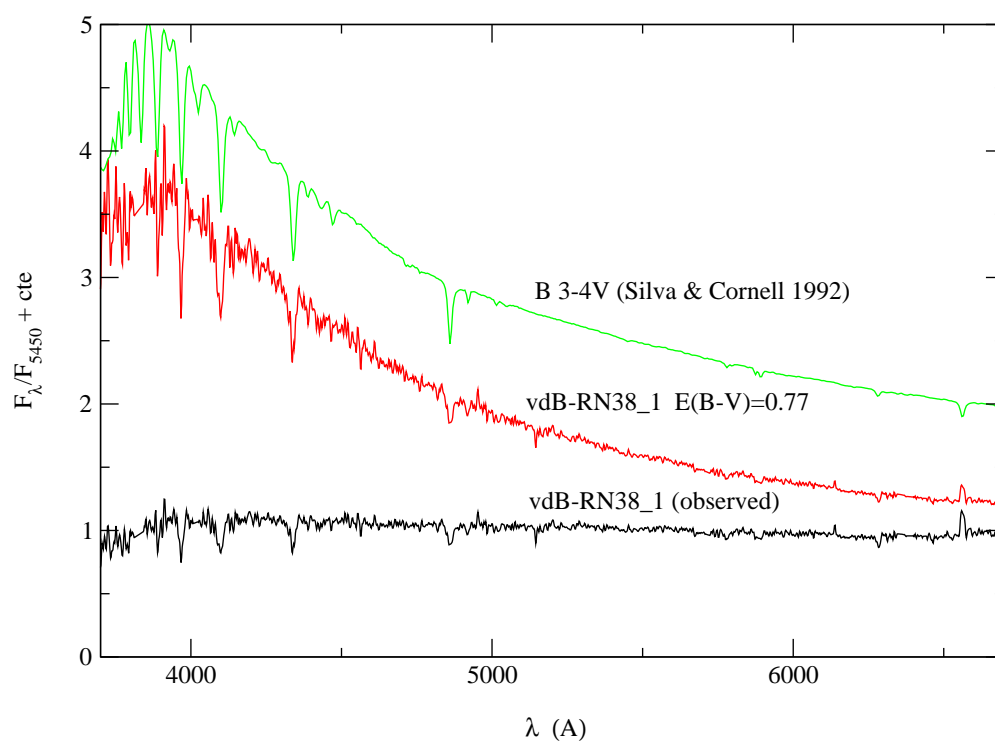


Figura 4.4: *Espectro observado da estrela mais brilhante, o mesmo espectro corrigido por avermelhamento e o espectro padrão de uma estrela B3-4 (Silva e Cornell 1992). Os espectros são normalizados em $\lambda = 5450 \text{ \AA}$ e deslocados por constantes arbitrárias para efeito de comparação.*

Estrela	α (J2000)	δ (J2000)	A_V	Tipo Espectral
vdBH-RN 26_1	08 ^h 58 ^m 06 ^s	-47°23'12.1''	0.2	F6-7
vdBH-RN 38_1	10 ^h 32 ^m 40.8 ^s	-61°37'27.1''	2.4	B3-4
GGD 20_1	7 ^h 24 ^m 42.9 ^s	-24°34'01.2''	0.3	K4
ESO 95-RN 18_1	12 ^h 51 ^m 21.7 ^s	-63°18'11.5''	3.4	B3-4
NGC 6595_1	18 ^h 17 ^m 05.7 ^s	-19°51'52.5''	1.8	B3-4

Tabela 4.2: *Posição e parâmetros derivados da espectroscopia das estrelas mais brilhantes na direção da nebulosas.*

aglo	IC ^a	A_J ^b	d(kpc) ^c	r(') ^d	r(pc) ^e	t'(Myr) ^f	t''(Myr) ^g	σ (Myr) ^h
vdBH-RN 26	44	1.5	1.7	1.4	0.7	1-2	1.0	1.9
vdBH-RN 38	22	1.0	1.2	1.0	0.35	> 3	2.2	3.3
vdBH-RN 53a	6	-	1.7	0.7	0.35	> 3	-	-
GGD 20	24	1.1	1.3	1.0	0.45	2-3	1.7	3.1
ESO 95-RN 18	10	-	1.6	0.5	0.2	> 3	-	-
NGC 6595	22	1.7	0.6	1.0	0.2	> 3	3.7	3.9

^aÍndice de aglomeração (Seção 2.2); ^b A_J absorção média; ^cdistância a partir do Sol; ^d raio angular; ^e raio linear; ^fidade obtida através do método de estrelas com excesso infra-vermelho; ^{g,h}idade média e dispersão obtida através do método de isócronas de PSP.

Tabela 4.3: *Parâmetros físicos e estruturais para os objetos.*

4.2 Métodos de Análise

4.2.1 Espectroscopia

Os dados espectroscópicos foram obtidos para a estrela mais brilhante de cada objeto, excluindo vdBH-RN 53a. Para proporcionar um ilustração do método, mostramos na Figura 4.4 o espectro da estrela vdBH-RN 38_1. O tipo espectral para cada estrela foi obtido através de um método baseado nas larguras equivalentes das linhas de Balmer de cada estrela, utilizando as estrelas padrões da biblioteca de Silva & Cornell (1992) para comparação. A partir dessas comparações também derivamos o avermelhamento para cada estrela com espectro analisado. A Tabela 4.1 mostra as coordenadas equatoriais, o avermelhamento A_V e o tipo espectral para tais estrelas. As nebulosas NGC 6595, vdBH-RN 38 e ESO 95-RN 18 possuem como fonte mais brilhante uma estrela do tipo B3-4, indicando a ausência de estrelas de alta massa no aglomerado. Estrelas do tipo B3-4 não produzem ionização em quantidade considerável, esse fato está em concordância com a ocorrência de nebulosas de reflexão na região. As estrelas GGD 20_1 e vdBH-RN 26_1 resultaram ser contaminação de campo galáctico frontal, com tipos espectrais K4 e F6-7, respectivamente. No caso de vdBH-RN 38_1 notamos uma pequena emissão H_α presente no espectro (Figura 4.1), no entanto não é claro se é circumestelar ou nebular. Na análise de DCM utilizamos as informações espectroscópicas como vínculos.

4.2.2 Estrutura

A partir do Catálogo 2MASS, extraímos estrelas dentro do raio de $5'$ em torno do centro adotado para cada objeto (Tabela 4.1). Dividindo essa área em anéis concêntricos de largura $0.2'$, calculamos a número de estrelas por unidade de área em cada anel. A Figura 4.5 mostra a relação entre a densidade superficial de fontes e a distância radial

angular para seis aglomerados. As barras indicadas são de erros poissônicos. A linha tracejada representa a densidade média de estrelas de contaminação de campo que é obtida através dos 10 anéis mais externos.

Na Figura 4.5 notamos um significativo contraste da densidade superficial de estrelas para os objetos em comparação com o fundo composto pelo campo galáctico. A densidade adota valores abaixo daquele esperado para o campo médio para a região ligeiramente fora do raio suposto para o objeto. Esse fato pode ser uma indicação de que o número de estrelas encontrado para os objetos é um limite inferior, uma vez que na região central existe uma maior absorção associada à nuvem de reflexão.

A estimativa de massa foi realizada a partir do número de estrelas membros extrapolado para estrelas de baixas massas não detectadas segundo a FMI do Trapezio (Muench et al. 2002). Os detalhes do método estão apresentados na Seção 3.3.

O índice que caracteriza a riqueza em termos do número de estrelas do aglomerado foi empregado (IC). Esse índice subtrai estatisticamente o número de estrelas esperado para a contaminação de campo (Seção 2.2). Na Tabela 4.3 mostramos os índices para os objetos analisados. Os aglomerados associados às nebulosas vdBH-RN 26, vdBH-RN 38, GGD 20 e NGC 6595 têm índices comparáveis com os objetos mais ricos analisados em Testi et al. (1998).

4.2.3 Diagrama cor-magnitude

No método de análise empregado corrigimos pelo avermelhamento cada estrela individualmente através do DCC e realizamos a subtração estatística de estrelas de campo galáctico. Os detalhes dessa parte da análise estão apresentados na Seção 2.3. Analisamos os diagramas $(J, (J - H))_0$ utilizando os caminhos evolutivos e isócronas de D'Antona & Mazzitelli (1997, 1998). Os caminhos evolutivos são de 0.07 a 100 milhões de anos para estrelas de PSP na faixa de massa de $0.17M_{\odot}$ a $3M_{\odot}$. Adotamos o

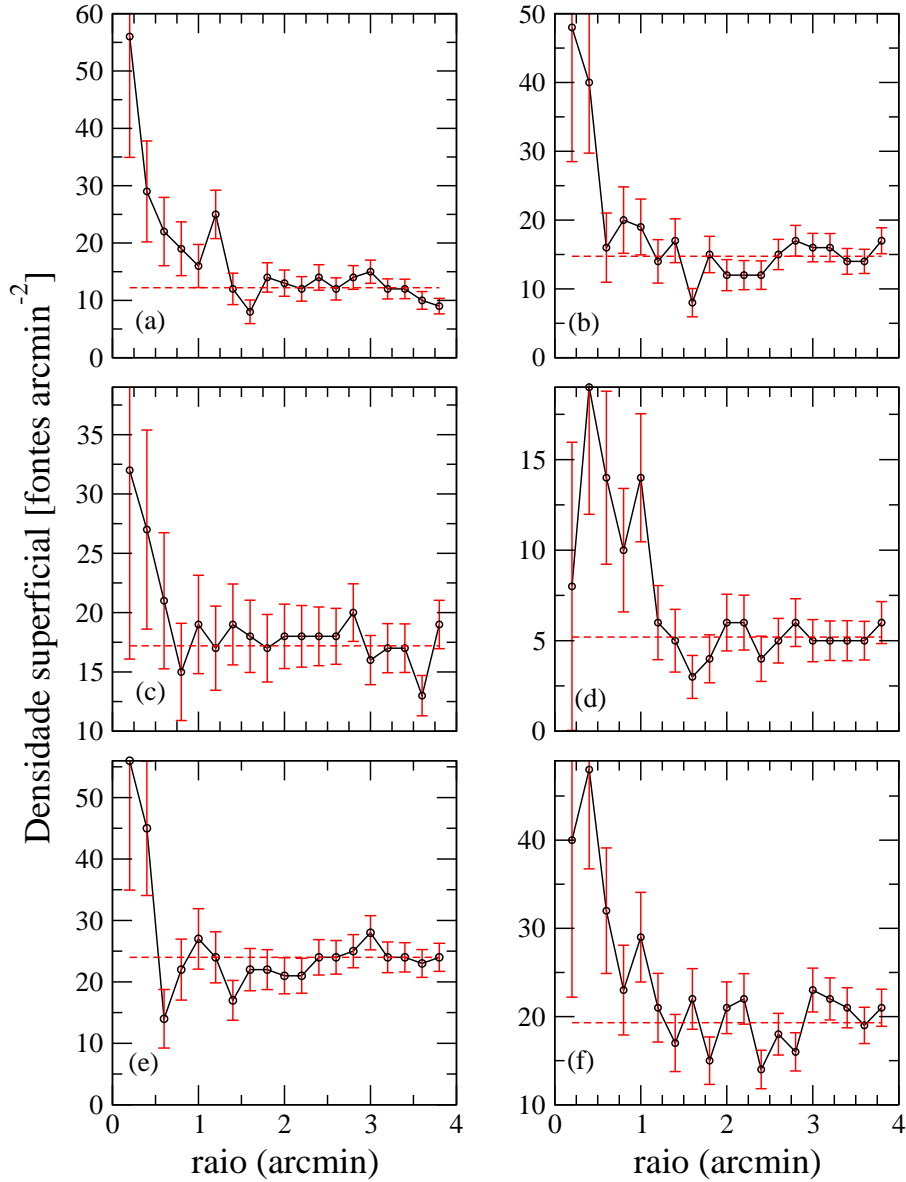


Figura 4.5: *Distribuição de densidade superficial de fontes para os objetos estudados nas nebulosas: (a) vdBH-RN 26, (b) vdBH-RN 38, (c) vdBH-RN 53a, (d) GGD 20, (e) ESO 95-RN 18 and (f) NGC 6595. Linhas tracejadas indicam o valor médio do fundo para cada objeto. As barras dos erros poissônicos são indicadas.*

modelo com metalicidade solar e abundância de deutério de 2×10^{-5} . Os modelos de D'Antona e Mazzitelli (1997, 1998) não possuem conversão para o plano observacional, então realizamos esta tarefa usando as correções bolométricas de Schmidt-Kaler (1982). As isócronas de 0,3, 1, 3 e 10 milhões de anos, juntamente com a idade zero para a SP e os caminhos evolutivos para 3, 2, 1 e $0,5 M_{\odot}$ são apresentadas na Figura 4.6.

Os aglomerados associados às nebulosas vdBH-RN 26, vdBH-RN 38, GGD 20 e NGC 6595 apresentam uma boa estatística e então foram escolhidos para uma análise mais detalhada que será apresentada na seção posterior. Nossos dados para os objetos associados às nebulosas vdBH-RN 53a e ESO 95-RN 18 indicam um pequeno número de estrelas membros. No entanto, seus perfis de densidade superficial sugerem que eles sejam sistemas estelares físicos. Logo, seria interessante observá-los com telescópios maiores.

Além da estimativa da idade baseada na percentagem de estrelas do aglomerado com excesso infra-vermelho, usamos um segundo método de obtenção da idade com base nas isócronas de PSP. Nesse método, um ajuste de idade foi aplicado para cada estrela membro no DCM, anteriormente corrido pela absorção. Assim, derivamos idades e dispersão de idades para os aglomerados.

As incertezas na obtenção da idade e dispersão para cada aglomerado foram obtidas através dos valores encontrados nas vinte realizações da subtração estatística. A Tabela 4.3 apresenta a idade (t'') obtida através do método baseado em isócronas de PSP para cada aglomerado e a respectiva dispersão σ . Para as estrelas de PSP acima da isócrona de 0.3 milhões de anos, adotamos esta idade como limite inferior. Algumas estrelas de contaminação de campo podem estar presentes no DCM do aglomerado apesar das suas baixas probabilidades de pertinência. As estrelas com idades resultantes acima de 10 milhões de anos não foram incluídas nos cálculos para o valor médio

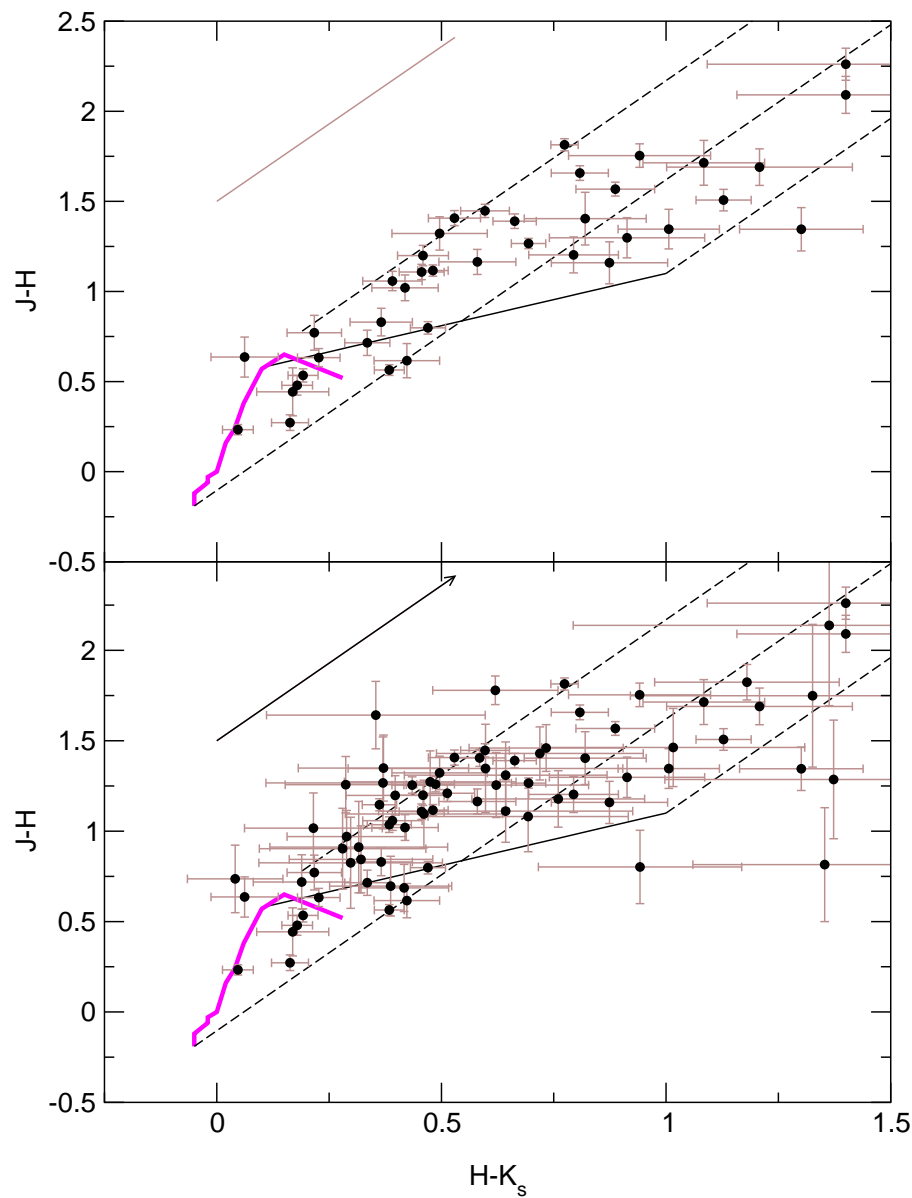


Figura 4.6: Exemplo de uma subtração estatística de estrelas de campo galáctico no DCC: O painel de cima é o resultado da subtração, enquanto o painel de baixo representa o observado. O objeto é o *vdBH-RN26*.

de idade. A dispersão de idade não é desprezível, sendo compatível com o esperado para aglomerados em estágios iniciais de evolução. Para comparação, apresentamos também na tabela as idades obtidas através do método de excesso infra-vermelho (t'). Podemos notar que os valores de idades obtidos em cada um dos dois métodos concordam razoavelmente.

4.3 Discussão dos aglomerados

4.3.1 Aglomerado na nebulosa vdBH-RN 26

A distribuição de densidade superficial de fontes para o objeto associado à nebulosa vdBH-RN 26 mostra um excesso até $r = 1,4'$, como podemos ver na Figura 4.5. Esse valor foi o adotado como raio do objeto.

Na Figura 4.7, como exemplo, mostramos um dos diagramas cor-cor obtidos através das várias realizações do método de subtração estatística de estrelas de campo. O diagrama apresenta um grande número de estrelas fora do domínio (i) que corresponde a estrelas com excesso infra-vermelho (Seção 2.1). Considerando o número de estrelas previsto para o aglomerado segundo o método, 40% delas apresentam excesso infra-vermelho, tal como no caso dos objetos estelares jovens na nebulosa de Taurus. Os objetos associados a Taurus possuem uma idade média estimada em torno de 1-2 milhões de anos (Kenyon e Hartmann 1995). Através do método de isócronas de PSP, a idade média obtida é de $1,0 \pm 0,2$ milhões de anos e a dispersão de idade é $1,9 \pm 0,5$ milhões de anos. O avermelhamento médio é $A_J = 1,5 \pm 0,1$ considerando apenas as estrelas nos domínios onde é possível estimar as cores intrínsecas. Esse valor de avermelhamento corresponde a $A_V = 5,6 \pm 0,3$. A relação $A_J = 2,6E(J - H)$ e $A_J = 0,276A_V$, usadas nas transformações de avermelhamento, foram derivadas a partir dos dados em Rieke e Lebofsky (1985), supondo-se $A_V = 3,1E(B - V)$ (Cardelli

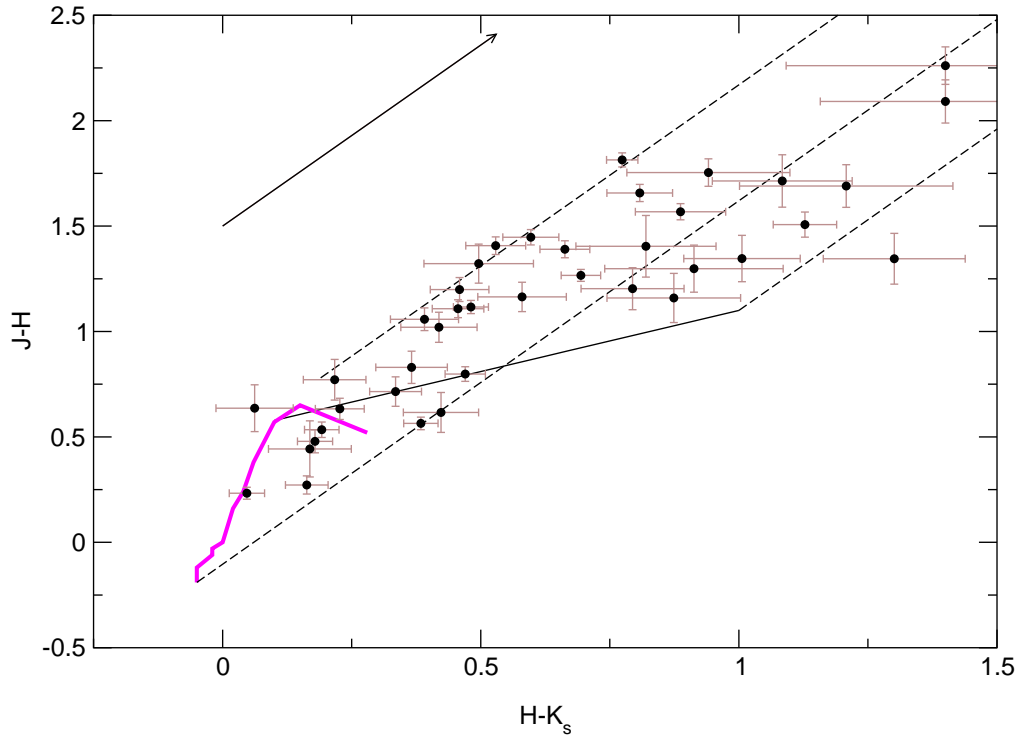


Figura 4.7: *vdBH-RN 26*: Diagrama $((J - H), (H - K_s))$ para o aglomerado (círculos fechados). A curva contínua representa a distribuição intrínseca de estrelas com diferentes tipos espectrais e a linha reta contínua é o locus de estrelas *T Tauri*. O vetor avermelhamento representa $A_V = 5$. Linhas de avermelhamento para gigantes *M5*, estrela *O3V* e estrela *T Tauri* com cor mais vermelha possível segundo modelos de discos circumestelares são representadas por linhas tracejadas. As fontes débeis com grandes erros foram excluídas. Os erros fotométricos estão indicados. O diagrama e uma realização do método de subtração estatística.

et al. 1989).

Um dos DCMs obtidos para *vdBH-RN 26* através do método de substituição estatística de estrelas é mostrado na Figura 4.8, juntamente com o seu ajuste de isócronas. A

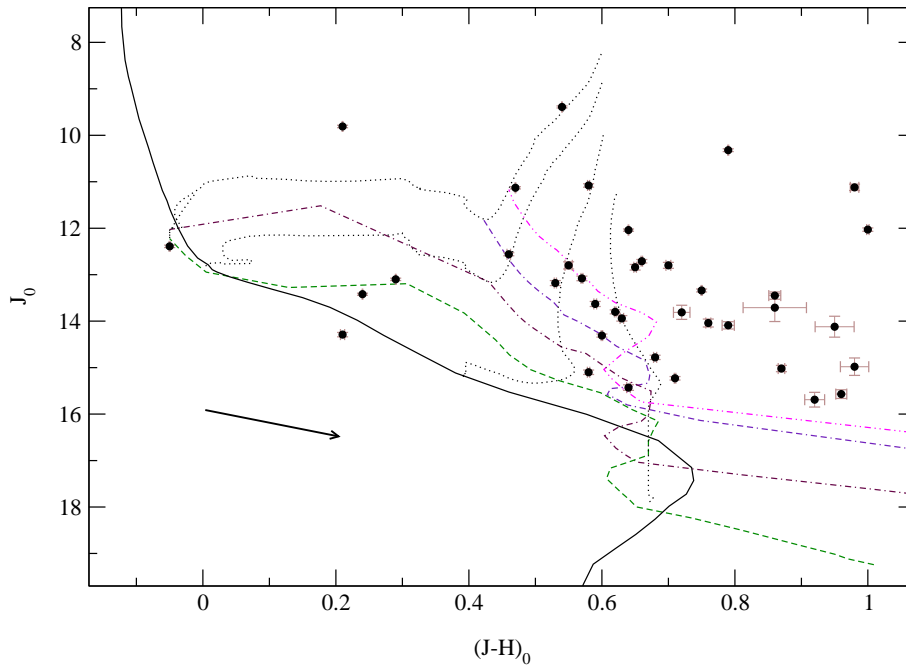


Figura 4.8: *vdBH-RN 26*: diagrama $(J, (J-H))_0$ para o aglomerado, com as isócronas de 0,3 (ponto-ponto-traço), 1 (ponto-traço-traço), 3 (ponto-traço) e 10 milhões de anos (traço). As curvas pontilhadas representam (de cima pra baixo) os caminhos evolutivos para 3, 2, 1 e $0,5 M_{\odot}$ (D'Antona e Mazzitelli 1997, 1998). A SP de idade zero é representada pela linha contínua (Bertelli et al. 1994). O vetor de avermelhamento corresponde a $A_V = 2$. As cores das estrelas foram corrigidas individualmente pelo avermelhamento. Os erros de magnitude e cor estão indicados pelas barras. O diagrama é uma das realizações da subtração estatística.

distância que obtivemos para o aglomerado, $d_{\odot} = 1,7 \text{ kpc}$ (Tabela 4.3) está de acordo com o valor encontrado por van den Bergh & Herbst (1975).

O aglomerado não possui estrelas de tipo O ou B capazes de ionizar o gás. A fotometria da estrela de PSP mais brilhante presente no DCM é compatível como sendo

de uma estrela de PSP, recém-formada, com $M \approx 3M_{\odot}$, segundo os modelos evolutivos de D'Antona & Mazzitelli (1997, 1998). Uma estrela com esta massa não seria capaz de produzir a ionização do gás. A massa derivada para a estrela depende drasticamente da idade adotada no modelo. Para proto-estrelas ou estrelas recém-formadas há uma grande imprecisão dos diversos modelos evolutivos. Além disso, nessa fase o envelope circumestelar de poeira é responsável por um considerável avermelhamento.

A segunda estrela mais brilhante ($(J - H)_0 \approx 0,2$) é uma estrela próxima não pertencente ao aglomerado, com tipo espectral F6-7, segundo nossa análise dos espectros (Tabela 4.2). A estrela com uma cor similar localizada abaixo da SP de idade zero provavelmente também é uma contaminação de campo galáctico. É necessário ter em mente que o método não elimina todas as estrelas de campo em uma determinada realização. No entanto, o efeito de tal estrela com baixa probabilidade será pequeno nos valores médios dos parâmetros estudados.

A massa total estimada para o aglomerado imerso é de $M = 95M_{\odot}$, sendo o mais massivo dos objetos aqui analisados. O objeto está associado à periferia da região III RCW 38 e parece não ser responsável pela ionização da região.

4.3.2 Aglomerado na nebulosa vdBH-RN 38

A densidade superficial de estrelas apresenta um excesso até $r \approx 1'$ em relação ao campo vizinho (Figura 4.9). Adotamos um raio limite $r = 1'$ na análise. O avermelhamento médio é $A_J = 1,0 \pm 0,1$, que corresponde a $A_V = 3,8 \pm 0,4$. O aglomerado não é fortemente avermelhado se compararmos com objetos altamente imersos em poeira (Lada e Lada 2003). O valor de A_V médio obtido fotometricamente é levemente maior que aquele obtido a partir da espectroscopia para a estrela mais brilhante (Tabela 4.2). Esse fato sugere que a coluna de poeira na direção da estrela mais brilhante é menor que aquela na direção das demais estrelas do aglomerado, possivelmente devido aos

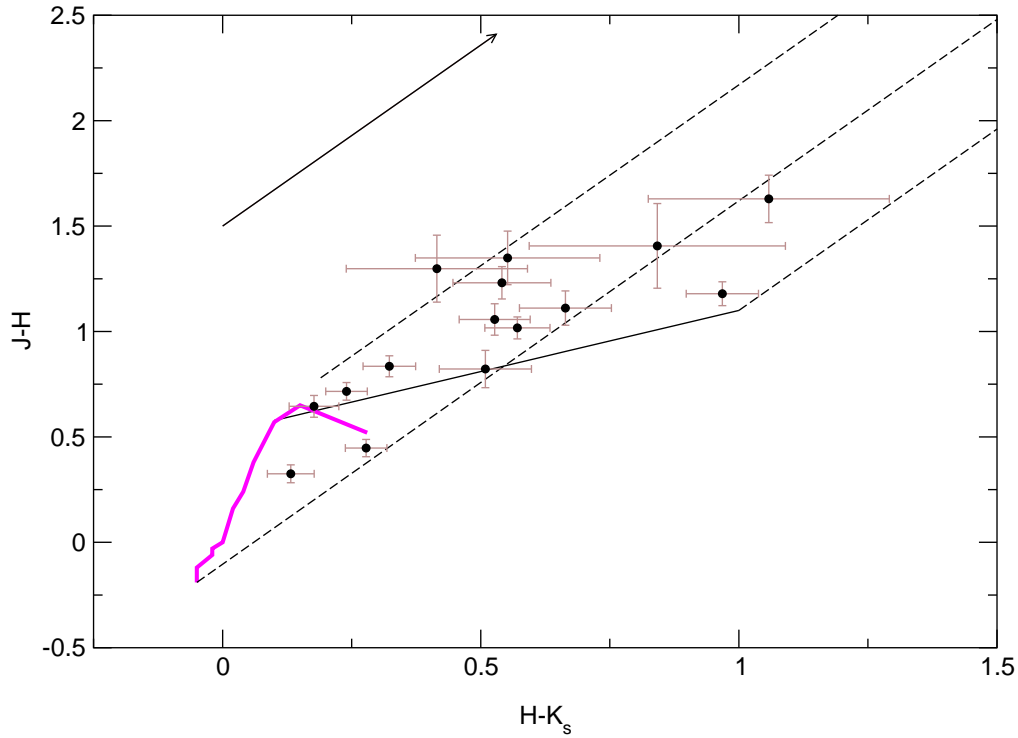


Figura 4.9: *vdBH-RN 38*: diagrama $((J-H), (H-K_s))$ para o aglomerado. Os símbolos são idênticos àqueles da Fig. 4.7. O diagrama corresponde a uma realização do método de subtração estatística.

ventos estelares. O aglomerado de *vdBH-RN 38* tem em torno de 20% de suas estrelas de PSP com excesso no IVP (Figura 4.9), sugerindo um estágio evolutivo similar àquele do aglomerado *IC 348* que tem 2-3 milhões de anos (Haisch et al. 2001). O valor obtido para idade média através do método do isócronas de PSP é de $2,2 \pm 0,6$ milhões de anos, de acordo com o valor obtido pelo método anterior. A dispersão de idade encontrada é $3,3 \pm 0,8$ milhões de anos.

O diagrama $(J, (J-H))_0$ inclui as isócronas de PSP e os caminhos evolutivos

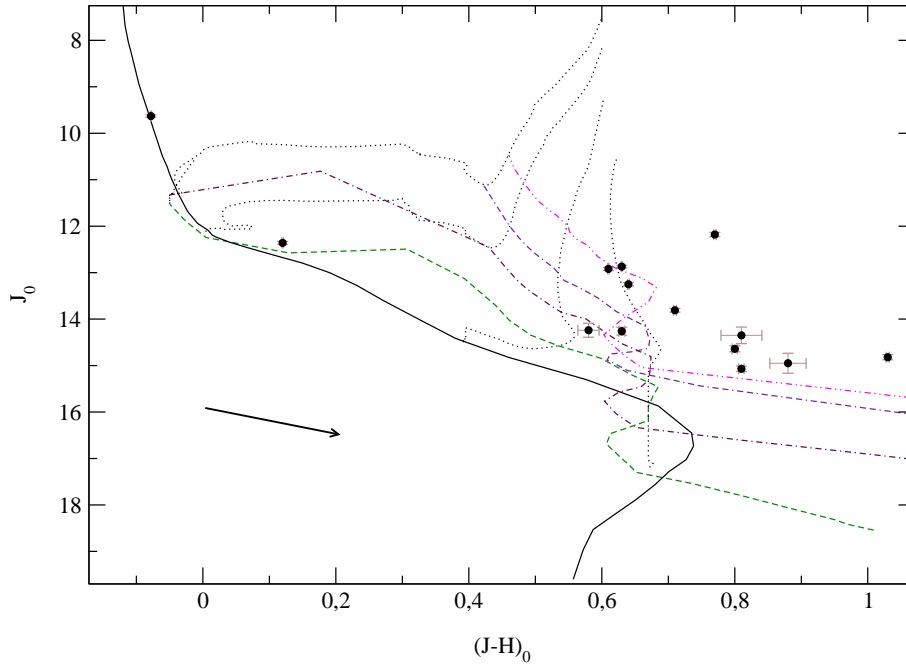


Figura 4.10: *vdBH-RN 38*: $(J, (J - H))_0$ diagrama para o aglomerado. Os símbolos são os mesmos da Fig. 4.8. O diagrama corresponde a uma realização do método de subtração estatística.

(Figura 4.10). O ajuste teve como vínculo o diagrama cor-cor e a estrela mais luminosa do aglomerado, que é uma estrela com classe espectral B3-4 (Seção 4.2). O módulo de distância encontrado é $J - M_J = 10,4$, implicando uma distância a partir do Sol de $d_{\odot} = 1,2$ kpc. Esse valor é menor que a estimativa para a distância da nebulosa por um fator de aproximadamente 2 (Seção 4.1). A massa total estimada para o aglomerado imerso é de $M = 34M_{\odot}$.

4.3.3 Aglomerado na nebulosa GGD 20

Em relação aos objetos anteriores, GGD 20 apresenta uma densidade superficial de estrelas mais baixa. Na Figura 4.5 vemos que ainda assim tal densidade superficial para a região do aglomerado até $r = 1'$ é consideravelmente maior que aquela do campo de galáctico.

O DCC $((J - H), (H - K_s))$ mostra que 30% das estrelas possuem excesso no IVP (Figura 4.11), implicando um estágio evolutivo similar àquele do aglomerado IC 348. O método de isócronas de PSP indica uma idade média de $1,7 \pm 0,2$ milhões de anos e a dispersão de idade encontrado é de $3,1 \pm 0,3$ milhões de anos. O valor médio do avermelhamento para o objeto que obtivemos da análise é de $A_J = 1,1 \pm 0,1$, ressaltando que incluímos somente as estrelas com cores intrínsecas preditas.

Na Figura 4.12 mostramos o diagrama $(J, (J - H))_0$ para o aglomerado, juntamente com o ajuste de isócronas. A estrela mais brilhante na direção do aglomerado, segundo nossa análise, possui o tipo espectral K4 (Seção 4.2) e foi descartada nesta realização do método de subtração de estrelas de campo. O módulo de distância observado é de $J - H = 10.5$, correspondendo a $d_{\odot} = 1,3$ kpc. O triângulo da Figura 4.12 representa a estrela AeBe de Herbig descrita em Viera et al. (2003). A estrela mais massiva próxima da SP de idade zero provavelmente possui $M \approx 2M_{\odot}$ e tipo espectral \approx A5. Estrelas com magnitudes intermediárias e mais vermelhas que $(J - H)_0 = 0,7$ são estrelas do tipo T Tauri clássica com emissão infra-vermelha devido a seus discos planetários. A massa total estimada para o aglomerado imerso é de $M = 41M_{\odot}$. A distribuição de estrelas no CMD aponta para uma idade média compatível com aquela obtida pelo método de excesso no IVP.

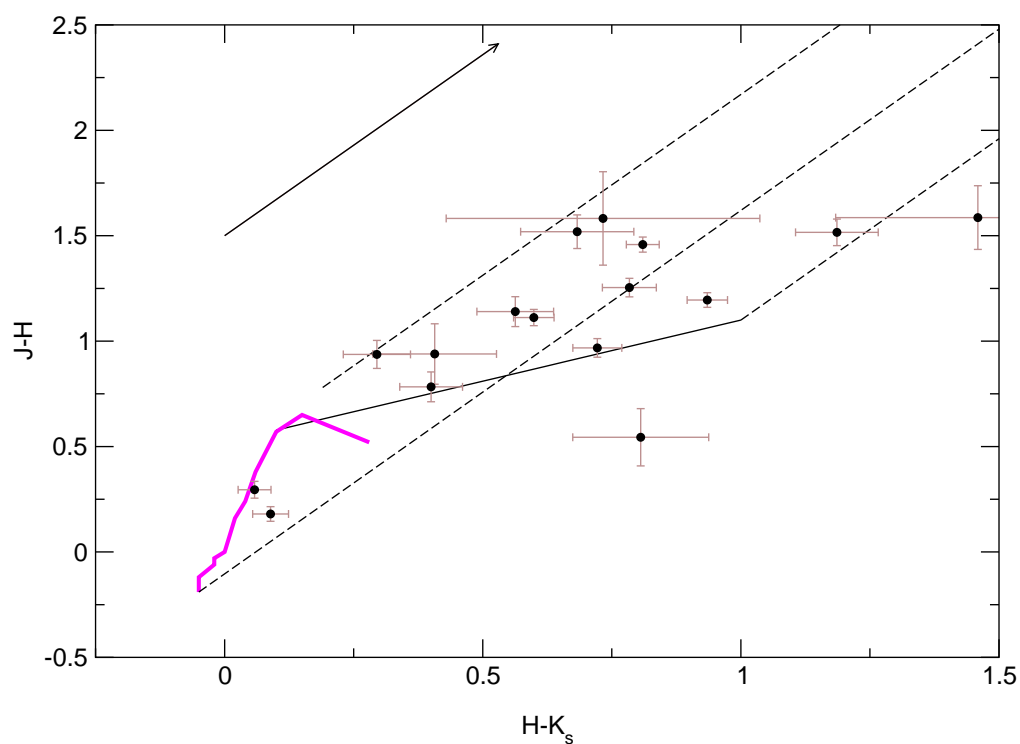


Figura 4.11: *GGD20*: $((J - H), (H - K_s))$ diagrama para o aglomerado. Símbolos idênticos àqueles da Fig. 4.7. O diagrama corresponde a uma realização do método de subtração estatística.

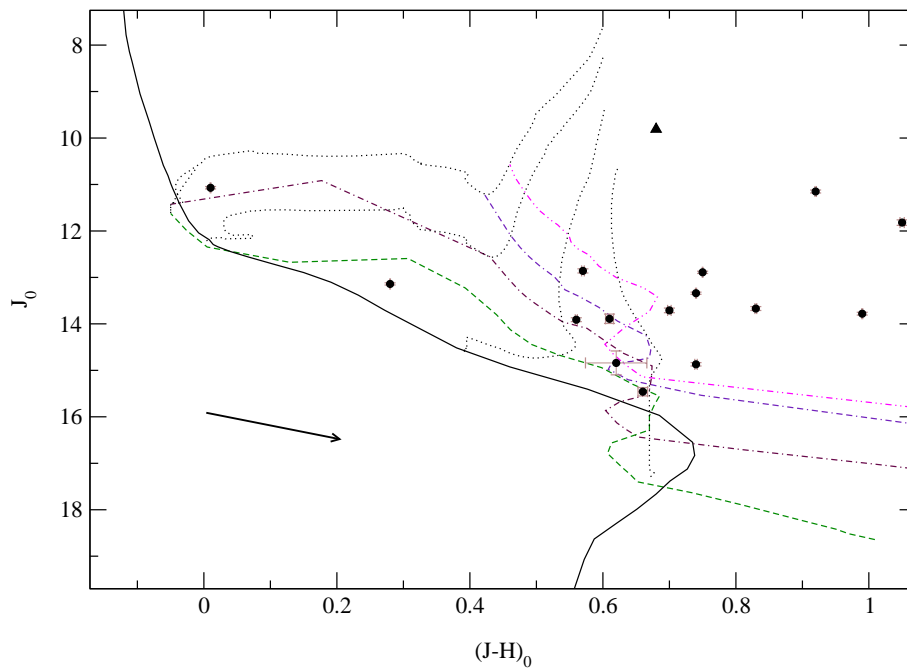


Figura 4.12: *GGD 20*: $(J, (J - H))_0$ diagrama para o aglomerado. O triângulo representa a estrela *AeBe* de *Herbig*. Os demais símbolos são os mesmos da Fig. 4.8. O diagrama corresponde a uma realização do método de subtração estatística.

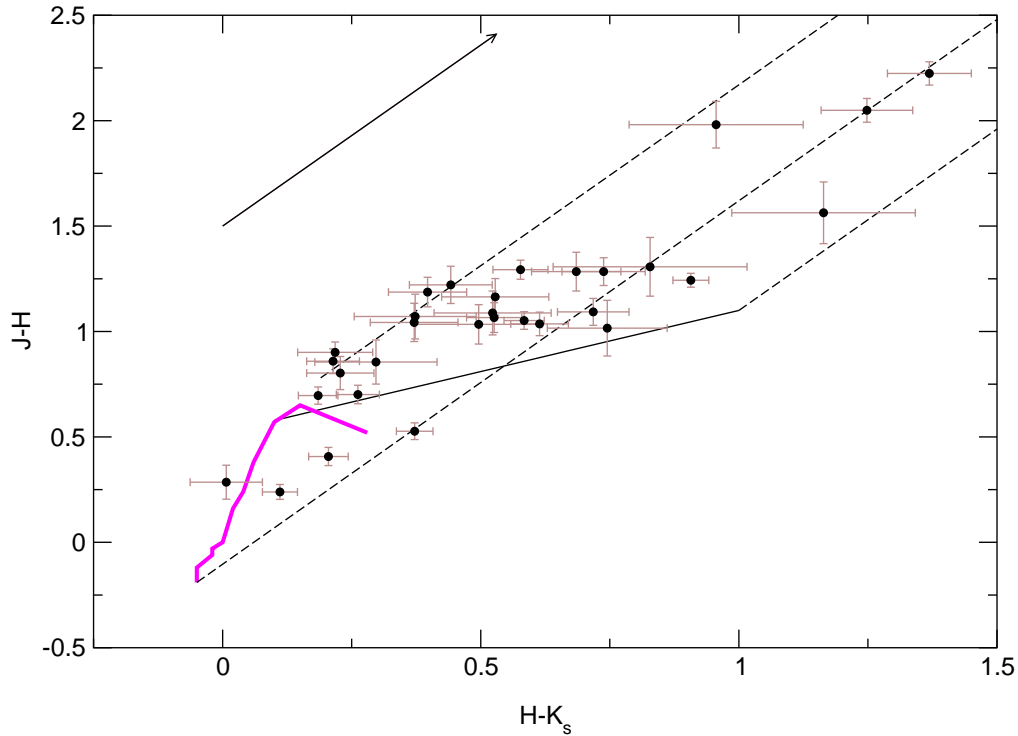


Figura 4.13: *NGC 6595*: $((J - H), (H - K_s))$ diagrama para o aglomerado Símbolos idênticos àqueles da Fig. 4.7. O diagrama corresponde a uma realização do método de subtração estatística.

4.3.4 Aglomerado na nebulosa NGC 6595

A densidade superficial de estrelas, como podemos ver na Figura 4.5, apresenta uma notável concentração dentro de $r = 1, 2'$. O raio angular adotado para o objeto é de $r = 1, 0'$. Um grande número de estrelas na direção da nebulosa NGC 6595 são gigantes vermelhas situadas no bojo. Essas estrelas foram removidas na subtração estatística de estrelas de campo. Um dos diagramas $((J - H), (H - K_s))$ obtidos das realizações estatísticas é mostrado na Figura 4.13.

A percentagem de estrelas do aglomerado com excesso infra-vermelho é de 20%,

similar ao valor encontrado para o aglomerado associado à nebulosa vdBH-RN 38.

O avermelhamento médio é $A_J = 1,7 \pm 0,1$, um pouco maior que aquele obtido da espectroscopia (Tabela 4.2). O método apoiado nas isócronas indica uma idade de $3,7 \pm 0,2$ milhões de anos, e uma dispersão de idade de $3,9 \pm 0,1$ milhões de anos.

Na Figura 4.14 mostramos um dos diagramas $(J, (J - H))$ obtidos para o aglomerado, juntamente com o ajuste de isócronas de PSP. Os dados espectroscópicos apontam para o tipo B3-4 no caso da estrela mais brilhante no CMD (Seção 4.2). O ajuste indica que o objeto apresenta grande parte das estrelas com massas na faixa de $\approx 0,5M_{\odot}$ a $\approx 1M_{\odot}$. A massa total estimada para o aglomerado imerso é de $M = 17M_{\odot}$. O módulo de distância encontrado é de $J - M_J = 9.1$, indicando uma distância ao Sol de $d_{\odot} = 0,6$ kpc.

4.4 Conclusões

Os aglomerados imersos associados a nuvens de reflexão apresentados neste capítulo, segundo nossa análise, possuem de 2 a 4 dezenas de estrelas membros observadas, distribuídas em uma região de diâmetro linear em torno de $2pc$. A idade derivada para esses objetos fica na faixa de 1-2 milhões de anos, à exceção de NGC 6595, aparentemente mais evoluído, com idade média superior a 3 milhões de anos.

Segundo nossa análise, esses sistemas estelares são aglomerados imersos de baixa massa. Os objetos estudados possuem massa estimada na faixa de $\approx 20M_{\odot}$ a $\approx 100M_{\odot}$.

Além disso, não apresentam estrelas com massas superiores àquela de uma estrela com tipo espectral B. Essa ausência de estrelas massivas está de acordo com a natureza de uma nebulosa de reflexão, onde não há uma significativa ionização como ocorre em uma região HII. No caso de vdBH-RN 38 e NGC 6595, a estrela central de cada um destes objetos possui tipo espectral B3-4.

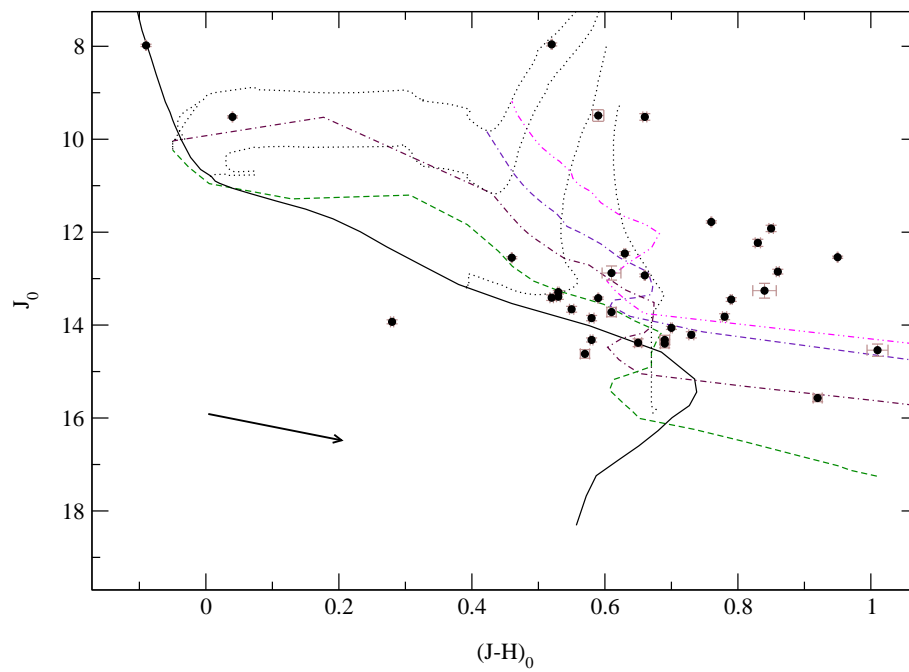


Figura 4.14: *NGC 6595: $(J, (J-H))_0$ diagrama para o aglomerado. Os símbolos são os mesmos da Fig. 4.8. O diagrama corresponde a uma realização do método de subtração estatística.*

Capítulo 5

Análise do aglomerado NGC 2264

O estudo da função de massa inicial é de fundamental importância na teoria de formação e evolução estelar. Estudos teóricos apontam para uma variação sistemática da FMI dependendo do ambiente. No entanto, nenhuma forte evidência observacional corrobora essa conclusão (Kroupa 2001, 2002). As regiões de formação estelar Trapézio, IC 348 e a nuvem ρ Ophiuchi apresentam FMIs similares apesar de existir uma grande diferença na densidade estelar de tais regiões (Luhman 2000a). Por outro lado, Taurus apresenta uma deficiência de estrelas de baixa massa em comparação ao Trapézio (Luhman 2000b, Briceno 2002).

Uma grande variedade de métodos tem sido utilizada na identificação de estrelas de PSP. Em aglomerados com formação estelar recente, particularmente no caso de NGC 2264, um aglomerado aberto jovem na associação Monocerotis 0B1 (Alter et al. 1970), estes métodos incluem espectroscopia H_α (ex. Herbig 1954; Ogura 1984), fotometria de banda estreita H_α (Sung et al. 2004), fluxo de raio-X utilizando o Satélite

ROSAT (ex. Flaccomio et al. 2000). Recentemente Lamm et al. (2004) encontraram 589 estrelas de PSP em NGC 2264 através do estudo de suas variabilidades obtidas de um monitoramento fotométrico. Também recentemente, Ramirez et al. (2001) e Sung et al. (2004) identificaram em torno de 260 estrelas de PSP com base na emissão em raio-X obtida através do Satélite/Telescópio CHANDRA. Em Soares et al. (2005) realizamos um estudo de FMI do aglomerado NGC 2264 numa área complementar àquela apresentada por Sung et al. (2004). A observação fotométrica no IV próximo foi realizada com a câmera SofI no telescópio NTT de 3,55 m do ESO para um campo de $19,8' \times 29,4'$. Os detalhes da observação e da redução estão na Seção 2.5. Neste trabalho limitamos nossa análise ao campo da observação CHANDRA (Flaccomio et al. 2005). O número de estrelas de nossa observação nesta área é 4405. Na Figura 5.1 mostramos o campo CHANDRA observado (Flaccomio et al. 2005) juntamente com as fontes de nossa fotometria JHK_s . Para facilitar a comparação, o campo observado por Ramirez et al. (2004) também é mostrado.

O aglomerado NGC 2264 está associado à região HII Sh 2-273 (Sharpless 1959) e contém estrelas massivas que contribuem para a ionização do gás. A estrela HD 43839, uma estrela dupla ou múltipla do tipo O7Ve, é a principal responsável pela ionização do gás. Os aglomerados estelares que estudamos em Soares e Bica (2002), Soares e Bica (2003) e Soares et al. (2005a) são objetos geralmente associados a nebulosas de reflexão e não apresentam estrelas massivas capazes de ionizar o gás na vizinhança. A análise do aglomerado NGC 2264 apresentada neste capítulo é também motivada pela sua natureza distinta em relação à maioria dos objetos estudados em nosso trabalho.

5.1 Contrapartida em raio-X

Correlacionando os dados de raio-X com as fontes JHK_s observadas, encontramos 346 fontes raio-X com contrapartida no infra-vermelho, correspondendo a aproxima-

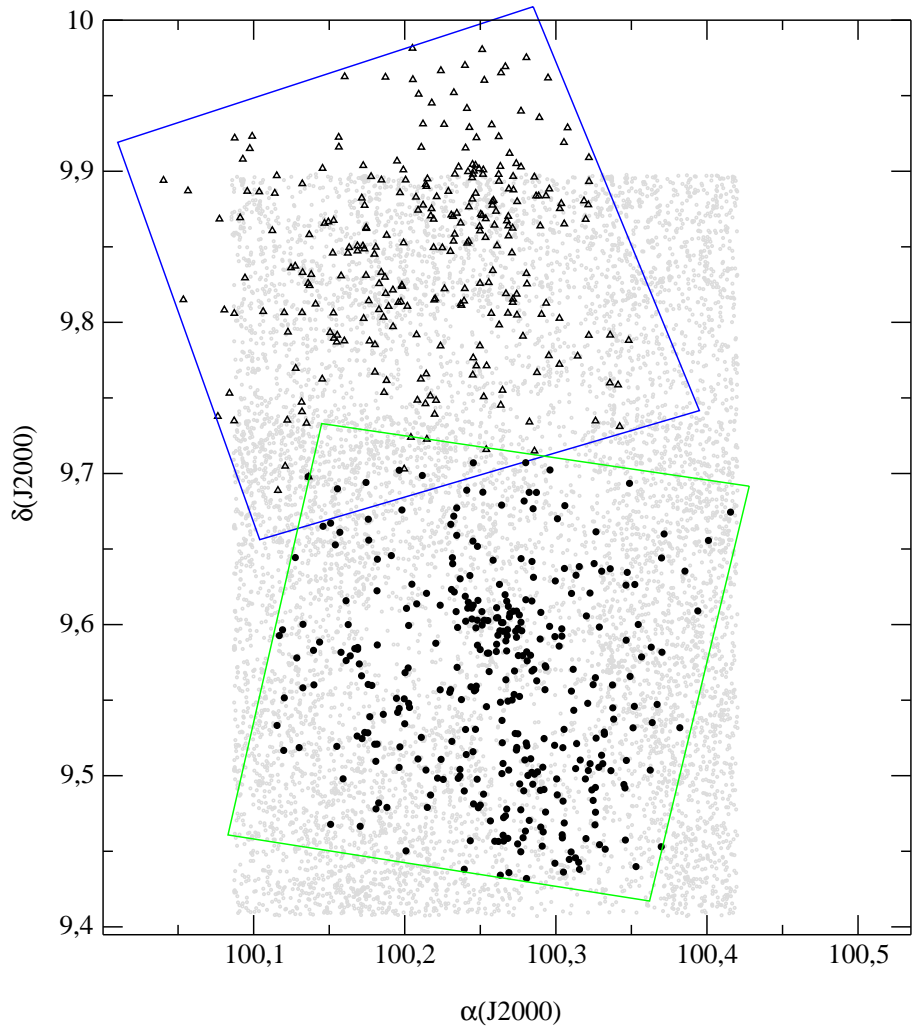


Figura 5.1: Região observada no infra-vermelho pela combinação SofI/NTT, onde o campo CHANDRA é indicado pelo quadrado inferior. Os círculos representam as fontes com fotometria JHK_s e e contrapartida em raio-X. A região observada por Ramirez et al. (2004) também é mostrada com triângulos representando as fontes com emissão raio-X (quadrado superior).

damente 82% do número total destas fontes. Na Figura 5.2 temos os histogramas da magnitude J (painel da esquerda) e da magnitude K_s (painel da direita) de todas as fontes no campo do CHANDRA. A maioria das fontes raio-X está associada com as estrelas brilhantes. Para $J < 14$ mag, em torno de 70% das estrelas possuem contrapartida em raio-X. Essa porcentagem cai para menos de 5% para $J > 15$ mag. As fontes raio-X sem contrapartida no IVP podem ser:

- (i) estrelas de contaminação do campo galáctico;
- (ii) estrelas imersas de baixa massa na fase de PSP;
- (iii) galáxias ativas.

Considerando a presença de uma nuvem escura atrás de NGC 2264 e sua posição galáctica ($l \approx 200; b \approx 2$), não esperamos encontrar um número significativo de estrelas de contaminação.

Num campo de mesmas dimensões e limite de fluxo nas observações CHANDRA, o número predito de galáxias ativas é de 100 (Rosati et al. 2002, Brand et et al. 2001). No nosso caso, algumas das fontes raio-X são provavelmente objetos extragalácticos, vistos através da nuvem molecular. Em nossos dados algumas estrelas apresentam grande avermelhamento. Em torno de 15 fontes raio-X associadas a fontes K_s não são detectados nas bandas J. O histograma de magnitudes J mostra que existem objetos débeis associados a fontes raio-X, apesar desse número ser pequeno. Concluimos que apesar da maioria das fontes raio-X não identificadas ser objetos extra-galácticos, parte delas corresponde a estrelas de PSP de baixa massa imersas na nuvem e pertencentes ao aglomerado. Na busca de contrapartida raio-X para as fontes no IVP utilizamos o seguinte círculo de associação (c_a):

$$c_a = [(2\epsilon_{Chandra})^2 + (2\epsilon_{SofI})^2]^{0,5} \quad \text{quando } \epsilon_{Chandra} > 1, 2''$$

$$c_a = 2, 4'' \quad \text{quando } \epsilon_{Chandra} < 1, 2'' \quad (5.1)$$

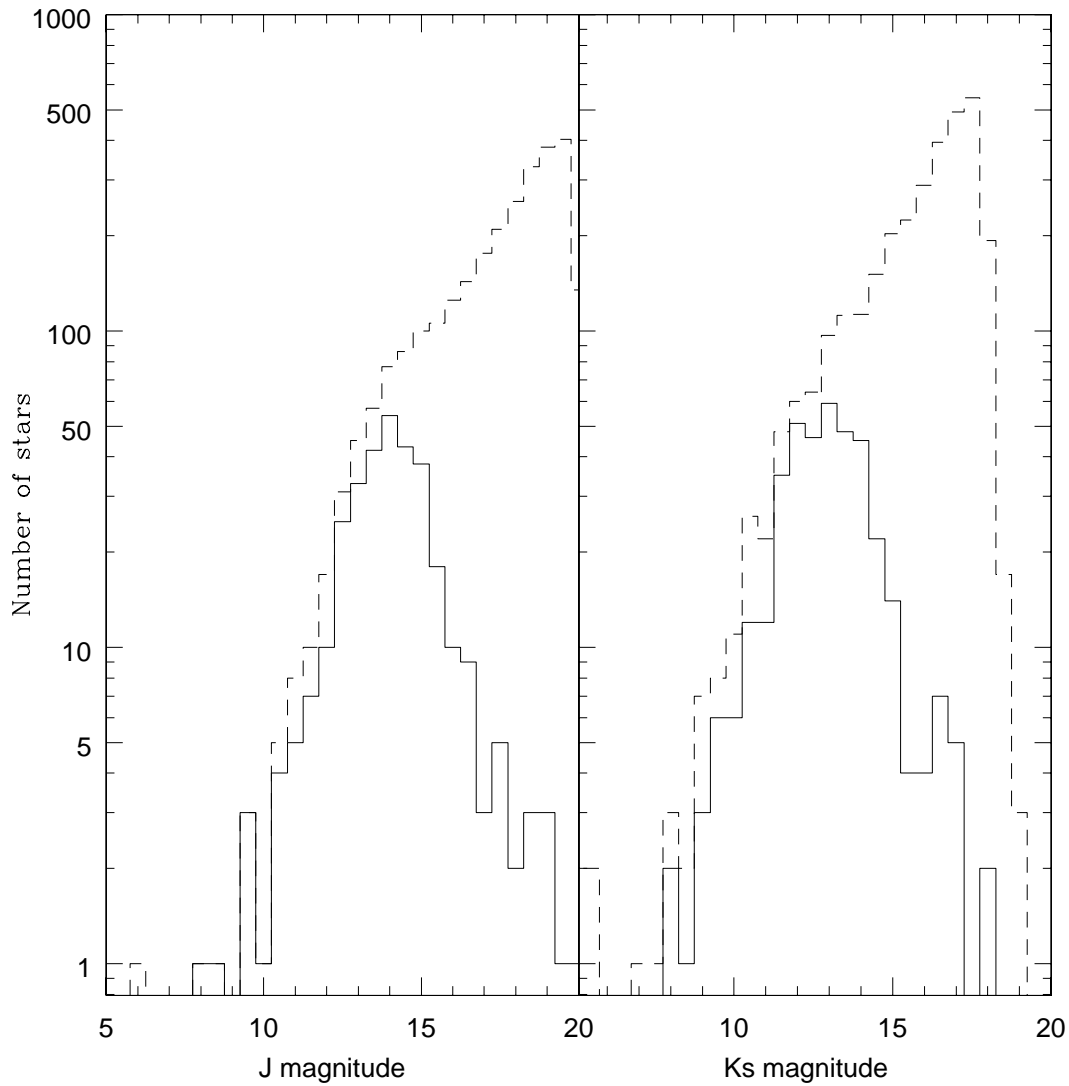


Figura 5.2: *Painel da esquerda: histograma da magnitude J para todas as estrelas no campo CHANDRA. A linha tracejada representa todas as fontes e a linha contínua representa aquelas com contrapartida raio-X. Painel da direita: histograma da magnitude K_s para todas as estrelas no campo CHANDRA. Os símbolos são os mesmos do painel da esquerda.*

onde $\epsilon_{Chandra}$: incerteza Chandra e ϵ_{SofI} : incerteza SofI

O principal critério de seleção de estrelas membros utilizado neste trabalho é a emissão raio-X. Na Figura 5.3 temos o diagrama $((J - H), (H - K_s))$ para as estrelas com contrapartida raio-X. Na análise do diagrama cor-cor realizamos o desavermelhamento das estrelas membros. As estrelas contidas no domínio (iii) (Seção 2.1) foram desavermelhadas utilizando-se o valor do avermelhamento médio. Esse valor corresponde a $E(B - V) = 0,07$ (Sung et al. 1997). As estrelas situadas no domínio (i) também foram desavermelhadas através do valor médio, enquanto as estrelas do domínio (ii) foram desavermelhadas individualmente, seguindo o método descrito na Seção 2.1.

5.2 Diagrama cor-magnitude

O diagrama $(M_J, (J - H)_0)$ foi obtido para estrelas com contrapartida em raio-X. Adotamos $d = 760$ pc na derivação da magnitude absoluta. As cores desavermelhadas foram obtidas através do método descrito na Seção 2.1. O fluxo na banda J mostra-se mais apropriado para a análise da luminosidade bolométrica das estrelas quando comparado ao fluxo na banda K_s (Kenyon e Hartmann 1995). No entanto, este é menos sensível à extinção de poeira. Como no caso do aglomerado NGC 2264 a extinção não é muito grande, é indicado o uso da banda J na análise.

Na Figura 5.4 mostramos o diagrama $(M_J, (J - H)_0)$ para o aglomerado com isócronas de PSP de 1, 3 e 5 milhões de anos. A dispersão em $J - H$ é causada principalmente pelo excesso de cor das fontes de PSP.

5.3 Função de massa inicial

A massa de cada fonte foi estimada tendo-se como base os modelos de evolução teóricos. Os modelos evolutivos de Baraffe et al. (1998) têm se mostrado apropriados no

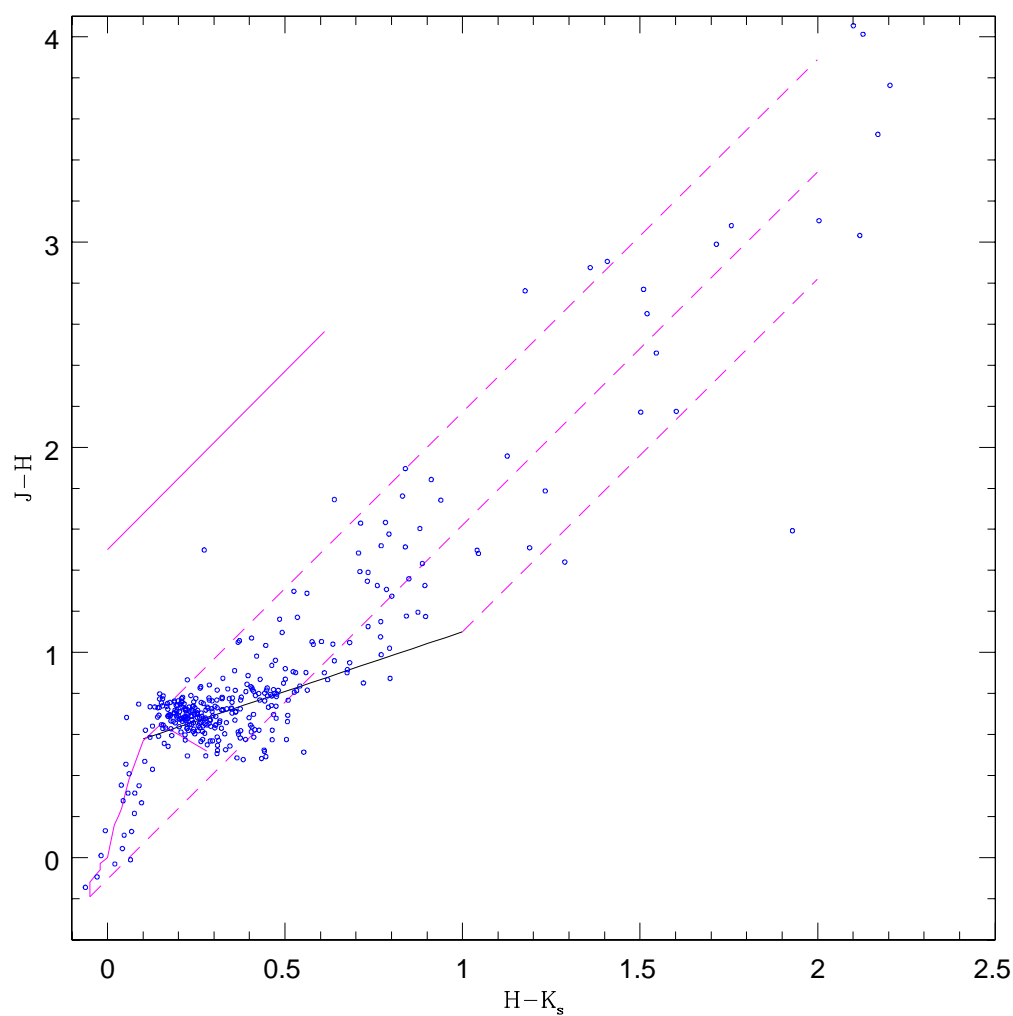


Figura 5.3: Diagrama $((J - H), (H - K_s))$ para o aglomerado. A curva contínua representa a distribuição intrínseca de diferentes tipos espectrais e a linha reta contínua é o "locus" de estrelas T Tauri. O vetor de avermelhamento representa $A_V = 5$. Linhas de avermelhamento para gigantes M5, O3V e T Tauri são mostradas como linhas tracejadas.

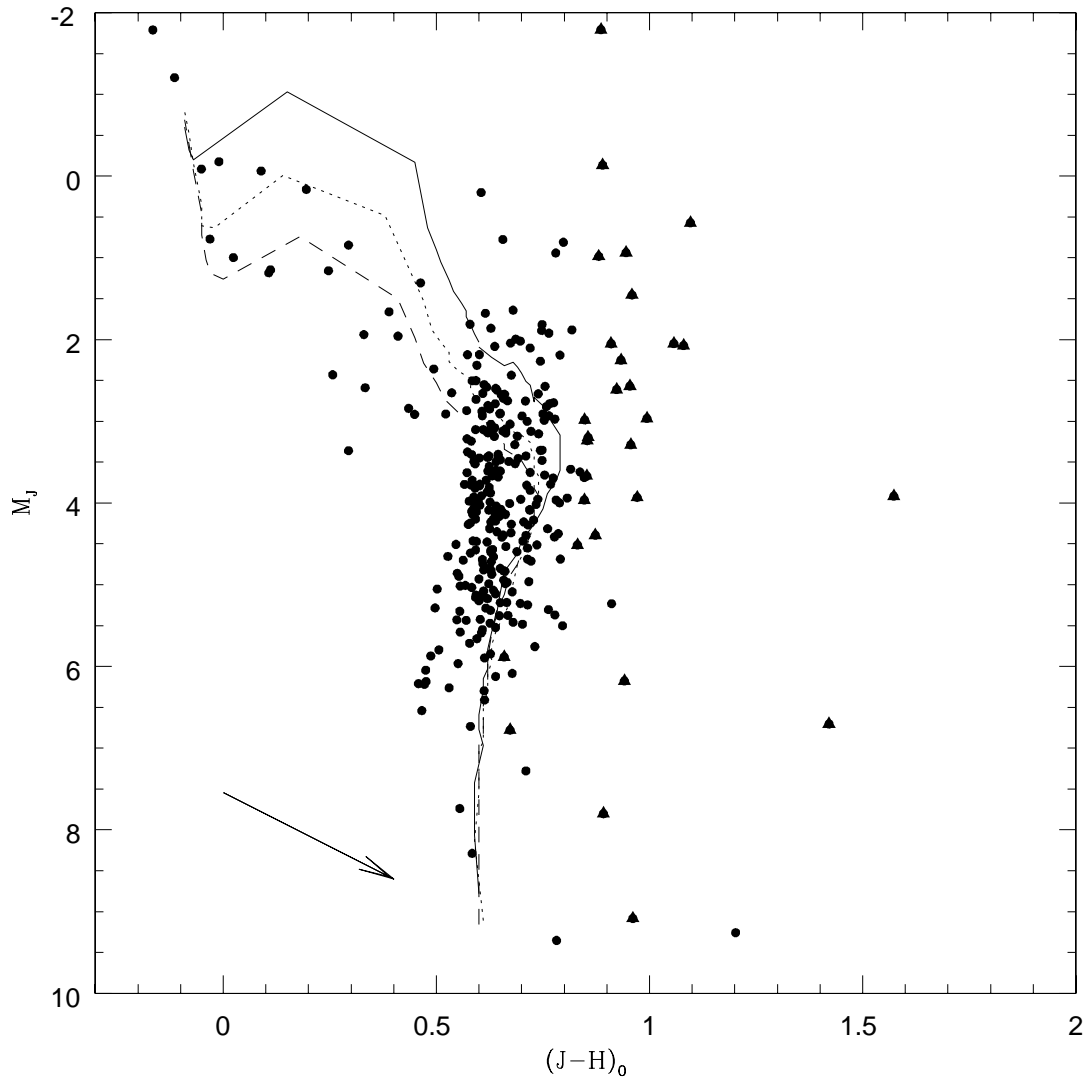


Figura 5.4: Diagrama $(M_J, (J-H))$ desvermelhado para o aglomerado. Os triângulos representam as estrelas com emissão no IVP. As isócronas de PSP de 1 (linha contínua), 3 (linha pontilhada) e 5 milhões de anos (linha tracejada) são mostradas como referência. O vetor de avermelhamento corresponde a $A_V = 2$. As cores das estrelas foram desvermelhadas individualmente.

estudo de objetos estelares jovens (ex. Luhman 1999). Para derivar a FMI, utilizamos esses modelos para massas $M < 1,4M_{\odot}$. Os modelos de Siess et al. (2000) foram utilizados para estrelas com massas superiores, com correções bolométricas de Kenyon & Hartmann (1995). As massas de estrelas da SP foram estimadas através da tabulação de Schmidt-Kaler (1982). Ramirez et al. (2004) derivaram uma idade média de 2 milhões de anos para o aglomerado NGC 2264, através de um estudo fotométrico no IVP. Esse é o valor da idade que adotamos em nossa análise.

O número de estrelas com emissão raio-X diminui consideravelmente para $J > 15$ mag, como consequência do limite de detecção da observação CHANDRA.

Casanova et al. (1995), usando uma amostra de estrelas T Tauri na nuvem ρ Ophiuchi ($d = 160$ pc) observadas pelo ROSAT, obtiveram uma relação empírica entre a magnitude J e o fluxo de raio-X (F_x):

$$\text{Log}F_x(4\pi d)^2 = -0,30J + 32 \quad (5.2)$$

Adotando essa relação para NGC 2264, verificamos que o limite de detecção na observação CHANDRA corresponde a uma magnitude $J \approx 16$ que corresponde a $M \approx 0,1M_{\odot}$. Ou seja, estrelas mais débeis que este limite no IVP, provavelmente não serão detectadas na observação CHANDRA. No cálculo da FMI, o número de estrelas foi obtido em um intervalo de massa logaritmico de $\Delta \log m = 0,02$, excluindo a faixa $\log m > 0,9$, onde um intervalo de $\Delta \log m = 1,0$ foi utilizado devido ao baixo número de estrelas nesta faixa. A área do campo de observação do CHANDRA, à distância do aglomerado, é de $1,36 \times 10^{-5} \text{ kpc}^2$. Na Figura 5.5 mostramos a FMI calculada para o aglomerado. O pico da FMI ocorre em $M = 0,5M_{\odot}$. Na faixa de estrelas de baixa massa há uma deficiência no número de estrelas em comparação àquele da vizinhança solar derivado por Charbier (2001). A deficiência é menor em relação à FMI para o aglomerado da nebulosa de Orion (Muench et al. 2002) e para o aglomerado IC 348

(Luhman et al. 2000a). As FMIs do aglomerado calculadas com idade de 1 e 3 milhões de anos apresentam uma diferença significativa em comparação com àquela derivada para uma idade de 2 milhões de anos. Entretanto, poucos pontos estão fora das barras de erro (Figura 5.5).

Sung et al. (2004), estudando o aglomerado NGC 2264, usaram a emissão H_α como um critério adicional de seleção de membros. Nesse trabalho eles também encontraram uma deficiência de estrelas de baixa massa, se considerarmos apenas os membros definitivos do aglomerado. O limite de completeza da observação CHANDRA, em nosso caso, é de $M = 0,3M_\odot$. Algumas estrelas de PSP de mais baixa massa não são detectadas pelo CHANDRA. Nessa faixa faz-se necessário utilizar outro critério de seleção de membros. A emissão H_α poderia ser apropriada nessa faixa (Sung et al. 2004). No entanto, em nossa análise, a emissão H_α como critério adicional de seleção não diminui a deficiência, na FMI, do número de estrelas de baixa massa.

A massa total estimada para NGC 2264, adotando o método descrito na Seção 3.3, é $M = 420M_\odot$, valor muito próximo àquele obtido por Simon e Dahm (2005). Nessa estimativa consideramos que a amostra de estrelas membros do aglomerado é completa até $K_s = 14$, como nos indica a distribuição de magnitudes K_s das fontes observadas pelo CHANDRA. O valor de extinção empregado no cálculo foi $A_{K_s} = 0.5$.

5.4 Conclusões

Realizamos uma análise do aglomerado NGC 2264 a partir de observações no IVP com SofI/NTT. O principal critério de seleção de membros utilizado foi a emissão raio-X obtida do CHANDRA. No entanto, a identificação de membros também incluiu a distribuição das estrelas no DCC e no DCM, onde prováveis estrelas gigantes vermelhas pertencentes ao campo galáctico foram excluídas.

Na região do aglomerado NGC 2264 analisada, 420 fontes de raio-X são detectadas

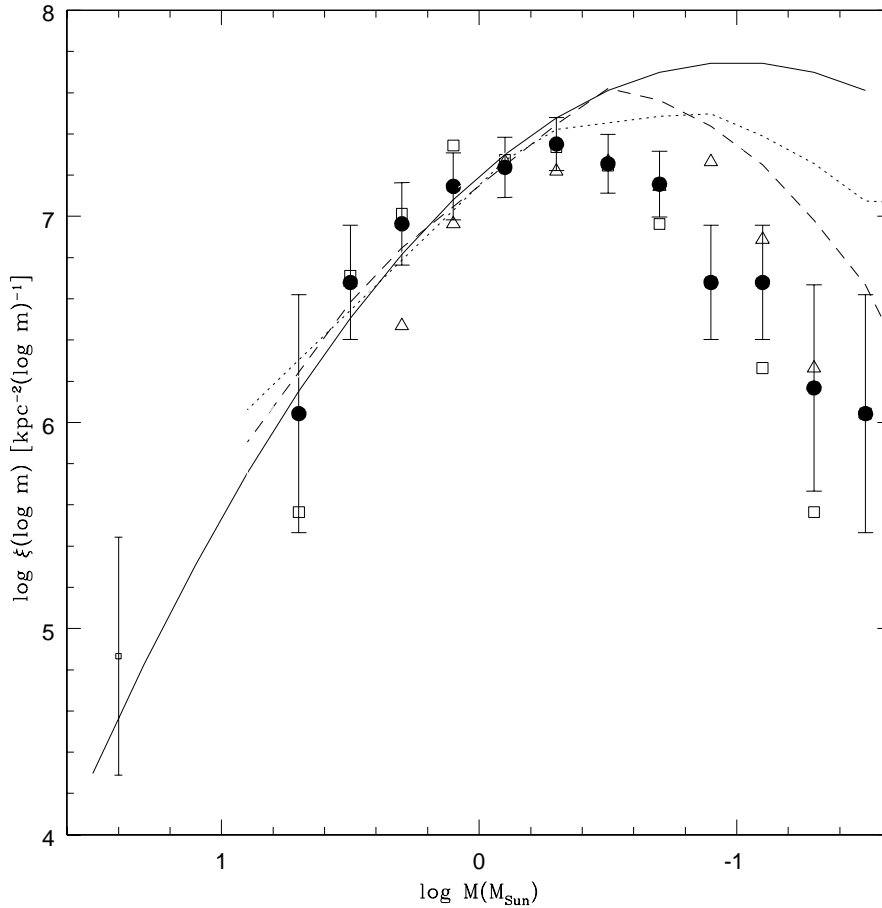


Figura 5.5: *FMI do aglomerado NGC 2264, representado por círculos preenchidos para uma idade adotada de 2 milhões de anos. Os triângulos e os quadrados abertos representam a FMI do aglomerado, respectivamente para as idades de 1 e 3 milhões de anos. Adotamos ruído poissônico na estimativa do erro. A linha contínua representa a FMI para a vizinhança solar (Chabrier 2001). A linha pontilhada e a linha tracejada representam, respectivamente, a FMI do aglomerado da nebulosa de Orion (Muench et al. 2002) e do aglomerado IC 348 (Luhman et al. 2000).*

pelo CHANDRA. Nessa mesma região, o número de fontes observadas no IVP com contrapartida em raio-X é de 346. A maior parte das fontes raio-X sem contrapartida no IVP corresponde a objetos extra-galáticos.

Depois da correção pelo avermelhamento, onde em grande parte das estrelas a correção foi individual, derivamos uma FMI para o aglomerado para massas acima de $M = 0,03M_{\odot}$. O pico da distribuição ocorre em $M = 0,5M_{\odot}$. Em comparação com a FMI derivada para a vizinhança solar (Chabrier 2001) existe uma deficiência de estrelas de baixa massa na faixa de $M < 0,3M_{\odot}$.

Essa deficiência de estrelas deve-se ao método de identificação de membros utilizado. O método baseado na emissão de raio-X não é muito eficiente na detecção de estrelas de baixa massa. Nessa faixa de massa é necessário utilizar outro critério de seleção de membros. A emissão H_{α} pode ser apropriada como critério adicional de seleção de membros de baixa massa (Sung et al. 2004). No entanto, em nossa análise, a emissão H_{α} não diminui a deficiência, na FMI, do número de estrelas de baixa massa.

A presença de estrela de alta massa diferencia o aglomerado NGC 2264 daqueles que estudamos em Soares e Bica (2002), Soares e Bica (2003) e Soares et al. (2005a), onde não encontramos nenhuma estrela massiva suficiente capaz de ionizar o gás. A massa total destes aglomerados apresenta valores na faixa de $M = 30$ a $80M_{\odot}$, enquanto a massa total estimada para o aglomerado NGC 2264 é de $M = 420M_{\odot}$.

Capítulo 6

Conclusões gerais

Neste capítulo apresentamos os principais resultados e conclusões de nosso trabalho de análise de aglomerados imersos em nuvens moleculares até aqui realizado.

Nosso trabalho está inserido dentro de um estudo sistemático de aglomerados estelares abertos em nossa Galáxia. Esse estudo compreende a busca por novos aglomerados, a análise dos parâmetros físicos dos aglomerados novos e daqueles já catalogados, e a compreensão do cenário de formação e evolução inicial desses objetos.

A extensa busca que realizamos à procura de novos aglomerados imersos na direção de nebulosas no ótico e no rádio (Dutra et al. 2003 e Bica et al. 2003b) resultou num catálogo que duplica o número de aglomerados ou grupos estelares imersos até então conhecidos.

No trabalho que aqui apresentamos, o foco está na análise dos aglomerados imersos descobertos a partir de nossas buscas, uma amostra de aglomerados e grupos estelares imersos do Catálogo de Dutra et al. (2003).

A análise dos aglomerados imersos baseia-se principalmente em dados de fotometria no IVP e no emprego de técnicas que incluem o perfil de densidade superficial de fontes, DCC e ajuste de isócronas em DCM.

Analizamos a amostra de aglomerados imersos de Dutra et al. (2003) e constatamos

que esses objetos possuem parâmetros físicos típicos de aglomerados imersos, como aqueles apresentados em Lada e Lada (2003).

Com base na emissão de estrelas na banda K_s , realizamos uma busca por novos aglomerados imersos. A busca foi orientada na direção central de 47 nebulosas selecionadas a partir de Dutra et al. (2003), varrendo um raio angular de $r = 10'$ para cada direção. Aglomerações de estrelas com emissão K_s , um indício de aglomerado imerso, foram encontradas nas coordenadas de muitos dos objetos. A busca resultou na descoberta de um aglomerado imerso ainda não catalogado, que foi analisado como os objetos da amostra selecionada.

Nossa amostra corresponde a estrelas e proto-estrelas imersas em nebulosas de reflexão ou ionizadas. A ausência de aglomerados mais distantes deve-se ao limite em distância ($d_{\odot} < 2kpc$) imposto à amostra, excetuando o novo objeto. O raio linear derivado para os aglomerados situa-se na faixa de 0,3 a 0,9 pc. Em grande parte dos objetos estudados, o número de estrelas detectadas fica na faixa de 20 a 50, mas incluem-se na nossa amostra aglomerados com até 80 estrelas membros.

A idade média derivada para a amostra indica uma população bastante jovem. A maior parte dos aglomerados possui uma idade média na faixa de 1 a 2 milhões de anos. Considerando a associação dos aglomerados com as suas respectivas nebulosas de reflexão e ionização, esse resultado não é surpreendente. Dos objetos analisados, três não apresentam estrelas com excesso K_s , nesse caso os aglomerados possuem, no mínimo, alguns milhões de anos e não podemos indicar um limite superior para suas idades com base em nossos dados.

Em nossa amostra, o objeto mais massivo encontrado possui uma massa estimada de $\approx 200M_{\odot}$. Dos onze aglomerados com massa estimada, oito possuem massa na faixa de $\approx 20M_{\odot}$ a $\approx 60M_{\odot}$. Os valores de massa total para cada aglomerado não possuem uma correlação aparente com o ambiente da nebulosa. Os aglomerados imer-

sos associados a complexos HII podem apresentar massas tão baixas quanto aqueles associados a nebulosas de reflexão.

O aglomerados NGC 2264 e Trapézio possuem, respectivamente, $M = 430M_{\odot}$ e $M = 780M_{\odot}$. Ambos situam-se em região HII, ionizadas por estrelas membros de tipo espectral O. Os aglomerados imersos de média e alta massa, como os dois citados acima, geralmente estão associados a nebulosas ionizadas pelas próprias estrelas membros desses aglomerados. As massas estimadas para os aglomerados associados a nebulosas de reflexão corroboram com os resultados obtidos em Soares et al. (2005a), ou seja, esses aglomerados, que não possuem estrelas massivas capazes de ionizar o gás, caracterizam-se pela baixa massa.

Os aglomerados imersos em nebulosas associadas a regiões HII podem ser objetos de baixa massa periféricos à região HII, como aquele associado à nebulosa vdBH-RN 26, não possuindo estrela massiva ionizante, porém situado no complexo HII RCW 38 que por sua vez possui um aglomerado ionizante (Lada e Lada 2003). No entanto, não podemos excluir a hipótese de que esses aglomerados sejam responsáveis pela ionização do gás e que estrelas massivas podem ser formadas em aglomerados imersos com massas inferiores a $\approx 200M_{\odot}$.

Os aglomerados imersos associados às nebulosas de reflexão vdBH-RN 26, vdBH-RN 38, vdBH-RN 53a, GGD 20, ESO 95-RN 95 e NGC 6595 compõem uma outra amostra de aglomerados que analisamos em nosso estudo. Dois objetos, os associados à GGD 20 e à ESO 95-RN 95 são apresentados pela primeira vez neste trabalho (Soares et al. 2005a). Os demais objetos componentes desta amostra já haviam sido catalogados em Dutra et al. (2003) – vdBH-RN 38 e vdBH-RN 53a –, Bica et al. (2003a) – NGC 6595 – e Dutra e Bica (2001) – vdBH-RN 26.

Na análise dos aglomerados imersos desta amostra incluímos o ajuste de isócronas

no diagrama $(J, (J - H))_0$ e a subtração estatística de estrelas de contaminação do campo galáctico, num método baseado nas cores $((J - H), (H - K_s))$ típicas de estrelas de campo presentes na vizinhança do aglomerado. Para a estrela mais brilhante na direção de cada aglomerado contamos com dados de espectroscopia ótica.

Os objetos associados às nebulosas vdBH-RN 53a e ESO 95-RN 95 apresentaram em torno de uma dezena de estrelas detectadas. Os demais objetos, segundo nossa análise, possuem de 2 a 4 dezenas de estrelas membros distribuídas em uma região de diâmetro linear em torno de $2pc$. A idade derivada para estes objetos fica na faixa de 1-2 milhões de anos, à exceção de NGC 6595, aparentemente mais evoluído com idade média superior a 3 milhões de anos.

Estes sistemas estelares são aglomerados imersos de baixa massa. Todos os objetos estudados possuem massa inferior a $\approx 100M_{\odot}$. Além disso, não apresentam estrelas com massas superiores àquela de uma estrela com tipo espectral B. Essa ausência de estrelas massivas está de acordo com a natureza de uma nebulosa de reflexão, onde o gás não se encontra ionizado como ocorre em uma região HII. No caso de vdBH-RN 38 e NGC 6595, a estrela central de cada um destes objetos possui tipo espectral B3-4.

Finalmente o aglomerado NGC 2264 parece destoar dos demais aglomerados analisados, principalmente devido à sua massa. No entanto, seu estudo contribui na busca de elos e diferenças entre aglomerados de média-alta massa e aqueles pouco massivos.

Realizamos uma análise do aglomerado NGC 2264 (Soares et al. 2005b) a partir de observações no IVP com a combinação SofI/NTT. O principal critério utilizado na seleção de membros foi a emissão raio-X obtida do CHANDRA. No entanto, a identificação de membros também incluiu a distribuição das estrelas no DCC e no DCM, onde estrelas com cores típicas de gigantes vermelhas, pertencentes ao campo galáctico, foram excluídas.

Na região do aglomerado NGC 2264 analisada, 420 fontes de raio-X são detectadas pelo CHANDRA. Nessa mesma região, o número de fontes observadas no infravermelho com contrapartida em raio-X é de 346. A maior parte das fontes raio-X sem contrapartida IVP correspondem a objetos extra-galáticos.

Depois da correção pelo avermelhamento, derivamos uma FMI do aglomerado para massas acima de $M = 0,03M_{\odot}$. O pico da distribuição ocorre em $M = 0,5M_{\odot}$. Em comparação com a FMI derivada para a vizinhança solar (Chabrier 2001) existe uma deficiência de estrelas de baixa massa na faixa de $M < 0,3M_{\odot}$. Essa deficiência de estrelas de baixa massa deve-se principalmente ao método de identificação de membros utilizado. O limite de detecção do CHANDRA corresponde à magnitude $J \approx 16$, ou seja, estrelas mais débeis que este limite no IVP, provavelmente não serão detectadas na observação CHANDRA.

Para baixas massa é necessário utilizar outro critério de seleção de membros. A emissão H_{α} pode ser apropriada como critério adicional de seleção de membros de baixa massa (Sung et al. 2004). No entanto, em nossa análise, a emissão H_{α} não diminui a deficiência, na FMI, do número de estrelas de baixa massa.

A presença de estrela de alta massa diferencia o aglomerado NGC 2264 daqueles que estudamos em Soares e Bica (2002), Soares e Bica (2003) e Soares et al. (2005a), onde não encontramos nenhuma estrela massiva suficiente capaz de ionizar o gás. A massa total destes aglomerados apresenta valores na faixa de $M = 30 - 80M_{\odot}$, enquanto a massa total estimada para o aglomerado NGC 2264 é de $M = 420M_{\odot}$.

As massas estimadas para os objetos analisados indicam que eles são sistemas estelares não-ligados gravitacionalmente (Kroupa & Boily 2002). Grande parte desses objetos possui massa inferior a $200M_{\odot}$ e está associado a nebulosas de reflexão. Finalmente, segundo nossos resultados, a formação de estrelas do tipo O em aglomerados imersos não-ligados gravitacionalmente parece não ser freqüente.

6.1 Perspectivas

As perspectivas na continuidade deste estudo consistem, principalmente, em aprimorar os métodos de análise utilizados e, ampliar o número de aglomerados imersos analisados.

Entre os pontos a serem aprimorados no método de análise, podemos citar a subtração de estrelas de campo projetadas na direção do aglomerado. Nesse método devemos incluir a informação sobre a magnitude de cada estrela, no momento de estabelecer a probabilidade desta estrela pertencer ao aglomerado.

A maioria dos aglomerados apresentados nos Catálogos de Dutra et al. (2003) não podem ser analisados apropriadamente sem novas observações em telescópios de maior porte. Neste contexto, a utilização de dados do Telescópio Soar propiciarão uma grande oportunidade de estudo dos aglomerados imersos do Catálogo de Dutra et al. (2003) ainda não analisados.

Em breve, para os 22 aglomerados apresentados no Capítulo 3, os dados espectroscópicos obtidos do Telescópio do Casleo estarão disponíveis, e então poderemos realizar uma análise similar àquela apresentada em Soares et al. (2003) para uma amostra mais ampla de aglomerados imersos.

Referências Bibliográficas

- [1] Adams F. C, Lada C. J., Shu, F. H., 1987, ApJ, 312, 788806
- [2] Ahumada, A. V., Clariá, J. J., Bica, E., Dutra, C. M., & Torres, M. C. 2001, A&A, 377, 845
- [3] Alter, G., Ruprecht, J., & Vanysek, V. 1970, Catalogue of star clusters and associations, 2nd edition Akad. Kiado, Budapest
- [4] Baraffe, I., Chabrier, G., Allard, F., & Hauschildt, P. H. 1998, A&A, 337, 403
- [5] Baraffe, I., Chabrier, G., Allard, F., Hauschildt, P. H. 2002 A&A, 382, 563B
- [6] Bertelli, G., Bressan, A., Chiosi, C., Fagotto, F., & Nasi, E. 1994, A&AS, 106, 275
- [7] Bica, E., Dutra, C. M., & Barbuy, B. 2003a, A&A, 397, 177
- [8] Bica, E., Dutra, C. M., Soares, J., & Barbuy, B. 2003b, A&A, 404, 223
- [9] Binney, J., & Merrifield, M. 1998, Galactic Astronomy, eds Ostriker, J. P. and Spergel, D. N., Princeton, 107
- [10] Bonnell, I. A., Davies, M. B. 1998, MNRAS, 295, 69198
- [11] Bonnell, I. A., Bate, M. R., Clarke, C. J., Pringle, J. E. 2001a, MNRAS, 323, 78594

- [12] Bonnell, I. A., Bate, M. R., Clarke, C. J., Pringle, J. E. 2001b, *MNRAS*, 324, 57379
- [13] Brand, J., Blitz, L., & Wouterloot, J. G. A. 1986, *A&AS*, 65, 537
- [14] Brand, J., & Blitz, L. 1993, *A&A*, 275, 67
- [15] Brand, J., Blitz, L., & Wouterloot, J. G. A. 1986, *A&AS*, 65, 537B
- [16] Brandt W. N., et al. 2001, *AJ*, 122, 2810
- [17] Briceno, C. et al. 2002, *ApJ*, 580, 317
- [18] Cardelli, J.A., Clayton, G., & Mathis, J.S. 1989, *ApJ*, 345, 245.
- [19] Carpenter, J. M., Snell, R. L., Schloerb, F. P., & Skrutskie, M. F. 1993, *ApJ*, 407, 657
- [20] Carpenter, J. M. 2000, *AJ* 120, 313961
- [21] Casanova, S., Montmerle, T., Feigelson, E. D., & André, P. 1995, *ApJ*, 439, 752
- [22] Caswell, J. L., & Haynes, R. F. 1987, *A&A*, 171, 261C
- [23] Chabrier, G. 2001, *ApJ*, 554, 1274
- [24] Clarke, C. J., Bonnell, I. A., Hillenbrand, L. A. 2000 Mannings V., Boss, A. P., Russell, S. S., eds. 2000. *Protostars and Planets IV*. Tucson: Univ. Ariz. Press. 1422 pp. 151-77
- [25] Cohen, M., & Kuhl, L. V. 1979, *ApJS*, 41, 743
- [26] D'Antona, F., & Mazzitelli, I. 1997, *Evolution of low mass stars in Cool stars in Clusters and Associations*, eds. G. Micela and R. Pallavicini, *Mem. S.A.It.*, 68, 807

- [27] D'Antona, F., & Mazzitelli, I. 1998, A role for superadiabatic convection in low mass structures?, in *Brown Dwarfs and Extrasolar Planets*, ASP Conference Series, eds. R. Rebolo, E. Martin, M.R. Zapatero Osorio, p. 442
- [28] Duerr, R.; Imhoff, C. L.; Lada, C. J. 1982, 261, 135
- [29] Dutra, C. M., Bica, E., Soares, J., & Barbuy, B. 2003, *A&A*, 400, 533
- [30] Feigelson, E. D., & Montmerle, T. 1999, *ARA&A*, 37 363
- [31] Flaccomio, E. et al., in preparation.
- [32] Flaccomio, E. et al. 2000, *A&A*, 355, 651
- [33] Grasdalen, G., Strom, S. E., & Strom, K. M., 1973. *ApJ* 184, L5357
Gum, C. S. 1955, *MmRAS*, 67, 155
- [34] Gyulbudaghian, A. L., Glushkov, Iu. L., & Denisiuk, A. E. 1978, *ApJ*, 224, 137
- [35] Haisch, K. E., Jr., Lada, E. A., & Lada, C. J. 2001, *AJ*, 121, 2065
- [36] Hayashi, C., Hoshi, R., Sugimoto, D. 1962, *Prog. Theor. Phys. Suppl.*, vol 22
- [37] Herbig, G. 1954, *ApJ*, 119, 483
- [38] Herbig, G. H. 1977, *ApJ*, 214, 747
- [39] Herbst, W. 1975, *AJ*, 80, 212
- [40] Hillenbrand, L., Strom, S. E., Vrba, F. J., & Keene, J. 1992, *ApJ*, 397, 613
- [41] Hodapp, K. W. 1994. *ApJ Suppl.* 94, 61549
- [42] Horner, D. J., Lada, E. A., & Lada, C. J. 1997, *AJ* 113, 178898
- [43] Joy, A. H. 1942, *PASP*, 54, 15

- [44] Kenyon, S. J., Calvet, N., & Hartmann, L. 1993, *ApJ*, 414, 676
- [45] Kenyon, S. J., & Hartmann, L. 1995, *ApJS*, 101, 117
- [46] Kenyon, S. J., & Gomez, M. 2001, *AJ*, 121, 2673
- [47] Kenyon, S. J., Gomez, M., Marzke, R. O., Hartmann, L. 1994, *AJ*, 108, 251
- [48] Kerber, L. O., Santiago, B. X., Castro, R., & Valls-Gabaud, D. 2002, *A&A*, 390, 121
- [49] Klessen, R. S., Heitsch, F., & Mac Low, M-M. 2000. *Ap. J.* 535:887906
- [50] Klessen, R. S., & Burkert, A. 2001, *ApJ* 549, 386 401
- [51] Kroupa, P. 2001, *MNRAS*, 322, 231
- [52] Kroupa, P. 2002, *Sci*, 295, 92
- [53] Kroupa, P., & Boily, C. M. 2002, *MNRAS*, 336, 1188
- [54] Kuchar, T. A., & Clark, F. 1997 *ApJ*, 488, 224K
- [55] Lada, C. J., Margulis, M., & Dearborn, D. 1984, *ApJ* 285, 14152
- [56] Lada, C. J., DePoy D. L., Merrill, K. M., & Gatley, I. 1991, *ApJ*, 374, 53339
- [57] Lada, C. J. 1992. *ApJ Lett.* 393, L2528
- [58] Lada, C. J., & Adams, F. 1992, *ApJ*, 393, 278
- [59] Lada, C. J., & Lada, E. A. 1995, *AJ*. 109, 1682
- [60] Lada, C. J., Alves, J., & Lada, E. A. 1996, *AJ*, 111, 1964
- [61] Lada, C. J., & Lada, E. A. 2003, *ARA&A*, 41, 115

- [62] Lamm, M. H.; Bailer-Jones, C. A. L.; Mundt, R.; Herbst, W.; Scholz, A. 2004, *A&A*, 417, 557
- [63] Lauberts, A. 1982, *ESO/Uppsala survey of the ESO(B) atlas*, Garching: ESO
- [64] Luhman, K. L. 1999, *ApJ*, 525, 440
- [65] Luhman, K. L. Rieke, G. H., Young, E. T., et al. 2000a, *ApJ*, 540, 1016
- [66] Luhman, K. L. 2000b, *ApJ*, 544, 1044
- [67] Matzner, C. D., & McKee, C. F. 2000, *ApJ*, 545, 364
- [68] Megeath, S. T., & Wilson, T. L. 1997, *AJ*, 114, 110626
- [69] Mink, D. J. 1997, *ASPC*, 125, 249
- [70] Muench, A. A., Lada, E. A., Lada, C. J., & Alves, J. 2002, *ApJ*, 573, 366
- [71] Ogura, K. 1984, *PASJ*, 36, 139
- [72] Olmi L, & Testi L. 2002. *Astron. Astrophys.* 392:105368
- [73] Phelps, R., & Lada, E. A. 1997, *ApJ*, 477, 17682
- [74] Ramirez, S. V. et al. 2004, *AJ*, 127 2659
- [75] Reipurth, B. et al. 2004, *AJ*, 127, 1117
- [76] Rieke, G. H., & Lebofsky, M. J. 1985 *ApJ*, 288, 618
- [77] Rodgers, A. W., Campbell, C. T., & Whiteoak, J. B. 1960 *MNRAS*, 121, 103R
- [78] Rosati, P., et al. 2002, *AJ*, 123, 1613
- [79] Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, *ApJ*, 500, 525

- [80] Schmidt-Kaler, T. 1982, in Landolt-Börnstein, New Series, Group VI, Vol. 2b (Springer-Verlag, Berlin), 1
- [81] Sharpless, S. 1959, APJS, 4, 257
- [82] Shu, F. H., Adams, F. C., & Lizano, S. 1987, ARA&A, 25,23
- [83] Siess, L., Dufour, E., & Forestini, M. 2000, A&A, 358, 593
- [84] Silva, D. R., & Cornell, M. E. 1992, ApJS, 81, 865
- [85] Simon, T., & Dahm, S. E. 2005, ApJ, 618, 795
- [86] Soares, J. B., & Bica E. 2002, A&A, 388, 172
- [87] Soares, J. B., & Bica E. 2003, A&A, 404, 217
- [88] Soares, J. B., Bica, E., Ahumada, A. V., & Clariá, J. J. 2005, A&A430, 987
- [89] Soares, J. B. et al. 2005, in press
- [90] Strom, K. M., Kepner, J., & Strom, S. E. 1995, ApJ, 438, 813
- [91] Sung, H. Bessell, M. S., & Lee, S. W. 1997, AJ, 114, 2644
- [92] Sung, H., Bessell, M. S., & Chun, M.-Y. 2004, AJ, 128, 1684
- [93] Testi, L., Palla, F., & Natta, A. 1998, A&AS, 133, 81
- [94] van den Bergh, S., & Herbst, W. 1975, AJ, 80, 208
- [95] Vieira, S. L. A. et al. 2003, AJ, 126, 2971
- [96] Wilking, B. A., & Lada, C. J. 1983, ApJ, 274, 698 716
- [97] Whitworth, A. 1979, MNRAS 186, 5967

- [98] Williams, P. M., Brand, P. W. J. L., Longmore, A. J., & Hawarden, T. G. 1977, MNRAS, 180, 709
- [99] Wilson, T. L., Mezger, P. G., Gardener, F. F., & Milne, D. K. 1970, A&A, 364, 384
- [100] Yorke, H. W. & Sonnhalter, C. 2002, ApJ, 569, 846