

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

Beatriz Fernandes Lopes Soares

**Características espectrais de estrelas jovens  
associadas à nebulosa Sh 2-296**

São Paulo

2014



Beatriz Fernandes Lopes Soares

# **Características espectrais de estrelas jovens associadas à nebulosa Sh 2-296**

Tese apresentada ao Departamento de Astronomia do Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da Universidade de São Paulo como requisito parcial para a obtenção do título de Doutor em Ciências.

Área de Concentração: Astronomia

Orientadora: Profa. Dra. Jane Gregorio-Hetem

São Paulo

2014





# Agradecimentos

Agradeço à minha orientadora, a profa. Jane Gregorio-Hetem, que despertou meu interesse no estudo de estrelas jovens durante uma das primeiras aulas que assisti no IAG e que tem me guiado desde de minha iniciação científica, sempre com muita paciência e atenção.

À minha família por sempre terem me apoiado. Principalmente ao meu marido Eduardo por ser a melhor companhia que eu posso ter em qualquer momento e por toda ajuda, incentivo e compreensão que foram essenciais para a conclusão deste trabalho.

Aos colegas do IAG, em especial Bruno, Phillip e Thais, que tem estado ao meu lado desde os tempos de graduação. E a todos os outros amigos que estiveram presentes nas horas de descanso e distração tão necessárias.

Ao Dr. Thierry Montmerle por ter feito eu me sentir muito bem recebida durante o período que passei no *Institut d'Astrophysique de Paris* e pelas grandes contribuições a este trabalho.

Aos professores e funcionários do IAG por todo suporte que nos oferecem.

Este trabalho teve apoio do CNPq (projeto 142849/2010-3) e CAPES/COFECUB (7003/13-7).



*“E embora estivéssemos vendo as mesmas estrelas, estávamos infinitamente longe uns dos outros. Pois as estrelas são sábias, Albert. Para elas tanto faz como escolhemos viver nossas vidas aqui na Terra.”*

Jostein Gaardeer, O Dia do Curinga

*“Existe uma teoria que diz que, se um dia alguém descobrir exatamente para que serve o Universo e por que ele está aqui, ele desaparecerá instantaneamente e será substituído por algo ainda mais estranho e inexplicável. Existe uma segunda teoria que diz que isso já aconteceu.”*

Douglas Adams, O Restaurante No Fim do Universo



# Resumo

Realizamos o estudo de uma amostra de estrelas associadas à nebulosa Sh 2-296, que faz parte do complexo de nebulosas de reflexão na região de Canis Major (CMa R1). Nossa amostra corresponde a contrapartidas ópticas de fontes de raios-X detectadas a partir de observações realizadas com o satélite *XMM-Newton*, que revelaram dezenas de possíveis estrelas jovens de baixa massa ainda não conhecidas nesta região.

Obtivemos espectroscopia multi-objetos utilizando o instrumento GMOS no telescópio *Gemini* para 83 estrelas distribuídas em 4 campos localizados na borda de Sh 2-296. Candidatas a estrelas da pré-Sequência Principal foram identificadas com base nas características do seu espectro óptico, em particular, pela presença de emissão  $H\alpha$  e da linha de lítio em 6708Å.

Para a maior parte das candidatas, detectamos a linha do Li I indicando que estas são prováveis estrelas T Tauri. A partir de uma análise da largura equivalente da linha  $H\alpha$ , pudemos distingui-las entre estrelas do tipo CTT (17%) ou WTT (83%). A distribuição de larguras equivalentes da linha do Li I, em função das temperaturas efetivas, mostrou-se similar a de outros grupos de estrelas jovens com idades da ordem de 1 milhão de anos.

A caracterização das 58 candidatas a estrelas jovens identificadas foi complementada com dados do infravermelho próximo e médio. Com a construção de diagramas cor-cor, identificamos os objetos na amostra apresentando excesso infravermelho. A partir da comparação de modelos evolutivos com a distribuição das estrelas no diagrama cor-magnitude, fizemos uma estimativa de massas e idades encontrando que a maior parte dos objetos tem massas entre 1 e 2  $M_{\odot}$  e idades entre 1 e 5 milhões de anos.

O uso de um modelo que reproduz a distribuição espectral de energia indica a presença de discos circum-estelares para aproximadamente 30% das estrelas jovens na amostra,

inclusive para objetos que classificamos como WTT.

No total, caracterizamos e confirmamos a natureza de 47 candidatas a estrelas da pré-Sequência Principal, a maioria estrelas do tipo T Tauri que não haviam sido previamente identificadas na literatura. Uma análise da distribuição espacial dessas estrelas mostra que há uma concentração de estrelas do tipo CTT coincidindo com uma região de maior densidade na nebulosa. No entanto, não detectamos diferenças nas idades das CTT e WTT em nossa amostra, o que indica que elas devem ter sido formadas na mesma época.

# Abstract

We conducted the study of a sample of stars associated with the Sh 2-296 nebula, part of the reflection nebulae complex in the region of Canis Major (CMa R1). Our sample corresponds to optical counterparts of X-ray sources detected from observations with the *XMM-Newton* satellite, which revealed dozens of possible low-mass young stars not yet known in this region.

We obtained multi-object spectroscopy using the GMOS spectrograph on the *Gemini* telescope for 83 stars distributed in four fields located near the edge of Sh 2-296. Pre-Main-Sequence star candidates were identified based on features found in their optical spectrum, in particular, by the presence of H $\alpha$  emission and the lithium line at 6708 Å.

For most of the candidates, the detection of the Li I line indicates that these are more likely T Tauri stars. From an analysis of the equivalent width of H $\alpha$ , we distinguished them between CTT stars (17 %) or WTT (83 %). The distribution of equivalent widths of the Li I line as a function of effective temperatures proved to be similar to other groups of young stars with ages of the order of 1 Myr.

The characterization of the 58 young star candidates, identified by us, was complemented with data from the near- and mid-infrared. Using color-color diagrams, we identified the objects in the sample showing infrared excess. From the comparison of evolutionary models with the distribution of stars in the color-magnitude diagram, we were able to estimate the masses and ages finding that most objects have mass between 1 and 2  $M_{\odot}$ , and age between 1 and 5 Myr.

The use of a model that reproduces the spectral energy distribution indicated the presence of circumstellar disks for approximately 30% of the young stars in the sample, including objects that we classify as WTT.

In total, we characterize and confirm the nature of 47 pre-Main-Sequence star candidates, the majority of them are T Tauri stars that had not been previously identified in the literature. An analysis of the spatial distribution of these stars shows that there is a concentration of CTT coinciding with a region of highest density in the nebula. However, we did not detect differences in the ages of CTT and WTT in our sample, indicating that they must have been formed at the same time.



# Lista de Figuras

1.1	Imagem da Nebulosa da Gaivota, extraída do <i>Sharp Catalogue</i> . Duas nebulosas do catálogo de Sharp são identificadas nessa imagem: Sh 2-292, compondo o que seria a cabeça da gaivota, e Sh 2-296 que constitui o arco maior formando a estrutura que lembra as asas. Nosso estudo se restringe à região que contém a borda mais curva de Sh 2-296, à direita da imagem. Créditos a Dean Salman. . . . .	22
1.2	Esquema da classificação empírica de YSOs ilustrada pelas suas SEDs, extraído de Lada (1999). Uma linha é mostrada em cada painel em $2,2 \mu\text{m}$ para comparação. Objetos de Classe 0 e III apresentam distribuição de energia similar a de um corpo negro. Nas Classes I e II, a distribuição é mais alargada. . . . .	23
1.3	Desenho esquemático de acreção em estrelas T Tauri, extraído de Hartmann (2008). A estrela da PSP é cercada por um disco de acreção circum-estelar que emite no infravermelho, sub-mm e mm. O disco interno é perturbado por campos magnéticos, que levam o material de acreção a sair do disco e cair rapidamente na estrela. Este material emite linhas de emissão à medida que cai ao longo das colunas de acreção magnetosféricas e produz um contínuo quente ao se chocar com a superfície da estrela. . . . .	24
1.4	Estágios evolutivos de estrelas jovens de baixa massa. Extraída de Fiegelson & Montmerle (1999). . . . .	25

1.5	Largura equivalente da linha de lítio em 6708 Å em função do tipo espectral, extraída de Mentuch et al. (2008), para as Associações $\eta$ Cha e TWHydrae com idades estimadas de $\sim 12 \times 10^6$ anos, o grupo comóvel $\beta$ Pic ( $\sim 21 \times 10^6$ anos), a Associação Tucanae-Horologium ( $\sim 27 \times 10^6$ anos) e o grupo comóvel AB Dor ( $\sim 45 \times 10^6$ anos). Nos grupos mais jovens como TWHydrae e $\eta$ Cha, o valor de $W(\text{Li})$ diminui com o aumento da temperatura. No caso dos mais velhos, conforme o lítio vai sendo esgotado, a distribuição de $W(\text{Li})$ passa a mostrar uma dependência em função da massa. . . . .	28
1.6	Distribuição de idades e massas para candidatas a estrelas da PSP identificadas por Gregorio-Hetem et al. (2009) nos campos próximos às estrelas GU CMa (painel superior) e Z CMa (painel inferior). . . . .	31
2.1	Imagem da nebulosa ionizada Sh 2-296, o círculo branco indica a região coberta pelas observações com o satélite <i>XMM-Newton</i> . Também indicamos a localização de algumas estrelas mais brilhantes e dois aglomerados jovens: VdB 92 e o grupo estelar associado à nuvem BRC 27. . . . .	34
2.2	Exemplo de máscara para observação de espectroscopia multi-objetos com o GMOS. Os alvos para os quais espectros serão observados devem estar dentro da área delimitada pela linha vermelha, distante das bordas e das faixa azuis verticais que correspondem aos <i>gaps</i> do detector CDD. As faixas horizontais, delimitadas por linhas brancas, correspondem ao espaço a ser tomado pelo espectro da estrela na fenda (traços amarelos) correspondente. . . . .	35
2.3	Imagem na banda $R$ do campo CMaX 66 observado com o GMOS, sobreposta por contornos (em preto) da emissão das fontes de raios-X detectadas com o <i>XMM</i> . Também indicamos a coordenada central de fontes detectadas pelo satélite <i>Chandra</i> (cruzes em magenta). As estrelas para as quais obtivemos espectros são indicadas por quadrados azuis e suas respectivas identificações de acordo com a Tabela 2.1. . . . .	37

2.4	Imagem na banda <i>R</i> do campo CMaX 71 observado com o GMOS, sobreposta por contornos (em preto) da emissão das fontes de raios-X detectadas com o <i>XMM</i> . Também indicamos a coordenada central de fontes detectadas pelo satélite <i>Chandra</i> (cruzes em magenta). As estrelas para as quais obtivemos espectros são indicadas por quadrados azuis e suas respectivas identificações de acordo com a Tabela 2.1. . . . . .	38
2.5	Imagem na banda <i>R</i> do campo CMaX 75 observado com o GMOS, sobreposta por contornos (em preto) da emissão das fontes de raios-X detectadas com o <i>XMM</i> . Também indicamos a coordenada central de fontes detectadas pelo satélite <i>Chandra</i> (cruzes em magenta). As estrelas para as quais obtivemos espectros são indicadas por quadrados azuis e suas respectivas identificações de acordo com a Tabela 2.1. . . . . .	39
2.6	Imagem na banda <i>R</i> do campo CMaX 89 observado com o GMOS, sobreposta por contornos (em preto) da emissão das fontes de raios-X detectadas com o <i>XMM</i> . Também indicamos a coordenada central de fontes detectadas pelo satélite <i>Chandra</i> (cruzes em magenta). As estrelas para as quais obtivemos espectros são indicadas por quadrados azuis e suas respectivas identificações de acordo com a Tabela 2.1. . . . . .	40
3.1	Exemplos de cortes dos espectros observados cobrindo a região entre 6530 e 6750 Å, onde a linha H $\alpha$ e do lítio em 6708 Å podem ser vistas. O fluxo é mostrado numa mesma escala em todos os painéis, ressaltando a diferença de intensidade do H $\alpha$ em diferentes objetos. No caso da estrela No. 37 há uma seção em branco no espectro que corresponde a um dos <i>gaps</i> entre os CCDs do GMOS, ainda assim foi possível detectarmos claramente as linhas de interesse. . . . . .	46
3.2	Grade de <i>templates</i> de tipos espectrais compilados das bibliotecas STELIB e <i>M Dwarf and Giant Spectral Standards</i> . . . . . .	48

3.3	Exemplo da classificação espectral usando a banda de TiO entre 7050 e 7150 Å para três estrelas de nossa amostra com tipos espectrais estimados como M1.5, M3 e M5.5 (de cima para baixo). O espectro da estrela (linha vermelha tracejada) é sobreposto do espectro da biblioteca para comparação (linha preta). O tipo espectral que resultou no melhor ajuste é mostrado nos painéis da coluna central. Mostramos também nos painéis à direita e à esquerda uma comparação com espectros de estrelas com menor e maior temperatura, respectivamente. Para cada estrela, em um painel inferior, mostramos a diferença calculada (linha vermelha tracejada) entre o espectro observado e os espectros de biblioteca. . . . .	50
3.4	Exemplos dos espectros observados para as estrelas jovens identificadas em nossa amostra, variando de K1 no topo a M6 na base. . . . .	52
3.5	Largura equivalente da linha H $\alpha$ , em função da temperatura efetiva da estrela. A linha tracejada representa o limite de atividade encontrado em aglomerados de estrelas jovens, objetos acima desse limite deve ser CTTs de acordo Barrado y Navascués & Martín (2003). Estrelas também classificadas como CTT de acordo com o critério empírico de White & Basri (2003) são destacadas por quadrados azuis. As candidatas adicionais são representadas por $\times$ . Valores típicos de barras erro são ilustrados para uma estrela na interface entre CTT e WTT, a incerteza na largura da linha é da ordem do tamanho dos pontos. . . . .	53
3.6	Largura equivalente de linha de Li em função da temperatura efetiva da estrela. Círculos preenchidos em azul e triângulos preenchidos em magenta representam CTT e WTTs em nossa amostra, respectivamente, enquanto símbolos vazios representam CTT e WTTs no aglomerado L1641 para o qual Fang et al. (2013) estimaram uma idade média de $1,5 \times 10^6$ anos (linha tracejada). Cruzes indicam os objetos da Associação Tucanae-Horologium, que têm uma idade média de $27 \times 10^6$ anos (Mentuch et al., 2008) representada pela linha pontilhada. . . . .	54

4.1	Diagrama cor-cor para nossa amostra. CTTs e WTTs são respectivamente representadas por círculos e triângulos preenchidos. Quadrados abertos mostram candidatas ainda não classificadas e cruzes indicam os objetos que provavelmente são estrelas de campo. O <i>locus</i> para a Sequência-Principal e gigantes (curvas sólidas) são dadas pelos modelos de Siess et al. (2000) e por Bessell & Brett (1988). Estrelas T Tauri são normalmente encontradas acima da linha pontilhada (Meyer et al., 1997). Valores típicos de barras erro são ilustrados no canto inferior direito. . . . .	56
4.2	Diagramas cor-cor combinando magnitudes 2MASS e WISE. A linha cheia corresponde à lei extinção proposta por Flaherty et al. (2007). CTTs e WTTs são respectivamente representados por círculos e triângulos preenchidos. Quadrados abertos mostram os candidatos a estrelas da PSP e cruzes indicam os objetos que são prováveis estrelas de campo. As linhas tracejadas delimitam a região ocupada por YSOs na amostra de Cusano et al. (2011) e coincidem com a localização dos objetos na nossa amostra que classificamos como CTTs. . . . .	58
4.3	Distribuição espectral de energia de alguns exemplos de estrelas da PSP em nossa amostra. Os quadrados abertos representam o logaritmo do fluxo desvermelhado em cada banda em unidades de Watt m <sup>-2</sup> . As linhas contínuas representam a SED do modelo ajustado pelo GADisk. . . . .	59
4.4	Diagrama cor-magnitude para estrelas em nossa amostra. CTTs e WTTs são respectivamente representadas por círculos e triângulos preenchidos. Quadrados abertos mostram candidatas ainda não classificadas e cruzes indicam os objetos que provavelmente são estrelas de campo. Linhas tracejadas representam isócronas teóricas de 0,1, 1, 5, 10 e 15 × 10 <sup>6</sup> anos (da direita para a esquerda) e a linha espessa indica a ZAMS (Siess et al., 2000). As linhas finas representam trajetórias evolutivas para estrelas de 0,1, 1, 2, 3 e 4 M <sub>☉</sub> (de baixo para cima). Valores típicos de barras erro são ilustrados no canto inferior esquerdo. . . . .	62
4.5	Distribuição de idades e massas para candidatas a estrelas da PSP. . . . .	62

5.1	Mapa de extinção em $E(H-K)$ extraído dos dados do catálogo 2MASS (Dobashi, 2011), sobreposto por contornos da emissão de $^{12}\text{CO}$ (Mizuno & Fukui, 2004). Os objetos que identificamos como estrelas da PSP associadas com Sh 2-296 são indicados por círculos na cor magenta, entre essas estrelas, aquelas classificadas como CTTs são ressaltadas por quadrados verdes. As estrelas de campo são representadas por cruces na cor amarela. Os campos observados com o GMOS estão delimitados por contornos em azul. . . . .	66
B.1	Imagem óptica (DSS-R) de CMa R1. Os contornos em branco representam os novos campos observados com o <i>XMM-Newton</i> e fontes de raios-X detectadas com $S/N > 3.5$ (círculos brancos). São indicadas as regiões dos aglomerados próximos a Z CMa e GU CMa e a região denominada “inter-aglomerados”. . . . .	86
B.2	Imagem óptica (DSS-R) de CMa R1, os contornos em preto representam os campos observados com o <i>XMM-Newton</i> e fontes de raios-X detectadas com $S/N > 3.5$ são indicadas por círculos amarelos proporcionais à sua emissão. Novos campos foram propostos para ser observados com o GMOS, indicados por quadrados azuis e verdes, que correspondem àqueles que possuem máscaras prontas. Quadrados vermelhos representam os campos que já haviam sido observados previamente com o GMOS. . . . .	87

## Lista de Tabelas

2.1	Lista de objetos observados e respectiva identificação 2MASS. Dados fotométricos obtidos a partir de observações com o GMOS (R) e catálogos, DENIS (I), 2MASS (J, H, K) e WISE: W1 (3,4 $\mu m$ ), W2 (4,6 $\mu m$ ), W3 (12 $\mu m$ ) e W4 (22 $\mu m$ ). . . . .	41
3.1	Relação tipo espectral <i>vs.</i> temperatura efetiva, compilada dos modelos de Siess et al. (2000) e da escala de temperaturas efetivas em função do tipo espectral de Luhman et al. (2003). . . . .	49
5.1	Lista de candidatas a estrelas jovens: Larguras equivalentes das linhas H $\alpha$ e Li, tipos espectrais, extinção visual e temperatura efetiva deduzidos da análise espectroscópica, resultados obtidos a partir do melhor ajuste do modelo de SED e nossa classificação final. Na última coluna, indicamos estrelas que já haviam sido identificadas em outros trabalhos: Herbst et al. (1978) (HRW), Shevchenko et al. (1999) (SEI99), Ogura et al. (2002) (OSP2002), Chauhan et al. (2009) (CPO2009), Gregorio-Hetem et al. (2009) (CMaX). . . . .	67





# Sumário

1. <i>Introdução</i> . . . . .	21
1.1 Estrelas da pré-Sequência Principal . . . . .	21
1.2 Busca por Objetos Jovens em Regiões de Formação Estelar . . . . .	26
1.3 A Associação CMa R1 . . . . .	29
2. <i>Descrição da Amostra e Observações</i> . . . . .	33
2.1 Seleção da amostra a partir de observações em raios-X . . . . .	33
2.2 Espectroscopia multi-objetos <i>Gemini</i> . . . . .	34
2.3 Levantamento de dados fotométricos . . . . .	36
3. <i>Análise de espectros ópticos</i> . . . . .	45
3.1 Identificação de candidatas a estrelas da pré-Sequência Principal . . . . .	45
3.2 Determinação de tipos espectrais . . . . .	47
3.3 Classificação de estrelas T Tauri com base na emissão $H\alpha$ . . . . .	51
3.4 Indícios de juventude partir da abundância de Li . . . . .	53
4. <i>Caracterização da amostra a partir de dados fotométricos</i> . . . . .	55
4.1 Características circum-estelares . . . . .	55
4.1.1 Diagramas cor-cor . . . . .	55
4.1.2 Distribuição Espectral de Energia . . . . .	58
4.2 Massas e Idades . . . . .	60
5. <i>Discussão dos resultados</i> . . . . .	63
5.1 Confirmação da natureza das candidatas . . . . .	63

5.2	Distribuição Espacial . . . . .	65
6.	<i>Conclusões e Perspectivas</i> . . . . .	69
6.1	Resumo dos resultados . . . . .	70
6.2	Perspectivas futuras . . . . .	72
6.2.1	Extensão do censo da população jovem em CMa R1 . . . . .	72
6.2.2	Busca por valores anômalos de extinção . . . . .	73
6.2.3	Análise estatística fractal: correlação entre nuvem e aglomerado estelar . . . . .	73
	<i>Referências</i> . . . . .	75
	<i>Apêndice</i> . . . . .	81
A.	<i>Optical spectroscopic characterization of X-ray sources associated with the Sh 2-296 nebula.</i> . . . . .	83
B.	<i>Observações da região inter-aglomerados</i> . . . . .	85
C.	<i>Probing the anomalous extinction of four young star clusters: the use of colour-excess, main-sequence fitting and fractal analysis</i> . . . . .	89

## Introdução

O estudo de populações de estrelas jovens em regiões de formação estelar é de importância não somente para o entendimento dos processos que levam à formação de estrelas, mas para resolver questões sobre a estrutura e evolução de galáxias, os primeiros estágios de evolução estelar e a formação de planetas.

A história de formação estelar na nebulosa de reflexão Sh 2-296 é particularmente interessante. Também conhecida como Nebulosa da Gaivota (ver Figura 1.1), é um objeto em forma de arco que faz parte do complexo de nuvens moleculares em Canis Major (CMa R1) e famosa por ter aparentemente sido formada como resultado da explosão de uma supernova. A formação estelar em CMa R1 parece vir ocorrendo há cerca de 10 milhões de anos e o conteúdo estelar de baixa massa na região ainda não foi completamente revelado.

Neste capítulo apresentamos uma visão geral dos temas principais tratados nesta tese: as características de estrelas da pré-Sequência-Principal (Sec. 1.1), alguns exemplos de estudos observacionais de regiões de formação estelar (Sec. 1.2), uma breve revisão da literatura sobre CMa R1 e as motivações para o presente trabalho (Sec 1.3).

### *1.1 Estrelas da pré-Sequência Principal*

O termo “objetos estelares jovens” ou, mais comumente, YSOs (*Young Stellar Objects*) é o nome dado de forma geral a objetos nos seus primeiros estágios de vida, anteriores à queima do hidrogênio, englobando tanto objetos proto-estelares quanto estrelas da pré-Sequência-Principal (PSP). Embora objetos na PSP sejam de fato YSOs, a PSP designa estrelas jovens opticamente visíveis e que podem ser colocadas num diagrama HR (e.g.



Figura 1.1: Imagem da Nebulosa da Gaivota, extraída do *Sharp Catalogue*. Duas nebulosas do catálogo de Sharp são identificadas nessa imagem: Sh 2-292, compondo o que seria a cabeça da gaivota, e Sh 2-296 que constitui o arco maior formando a estrutura que lembra as asas. Nosso estudo se restringe à região que contém a borda mais curva de Sh 2-296, à direita da imagem. Créditos a Dean Salman.

Montmerle et al., 1993).

Lada & Wilking (1984), classificaram os YSOs de acordo as características da sua distribuição espectral de energia (conhecida como SED, *Spectral Energy Distribution*). Uma revisão da nomenclatura comumente utilizada para essas classes é encontrada no “Diskionary” de Evans et al. (2009) e mais recentemente em Rebull et al. (2013).

Os YSOs de Classe I mostram uma SED com pico no infravermelho distante, nessa fase a emissão ainda é dominada por um envoltório de poeira, mas já é possível detectar alguma evidência de uma fotosfera em comprimentos de onda menores. Na Classe II o envoltório não existe mais, porém ainda está presente um disco opticamente espesso, a SED indica que a maior parte da emissão é proveniente da fotosfera, mas ainda há uma contribuição significativa do disco. Os objetos de Classe III apresentam pouco excesso no infravermelho e discos, quando presentes, são tênues e compostos na maior parte por gás.

Posteriormente, André et al. (1993), incluíram a Classe 0 para representar objetos

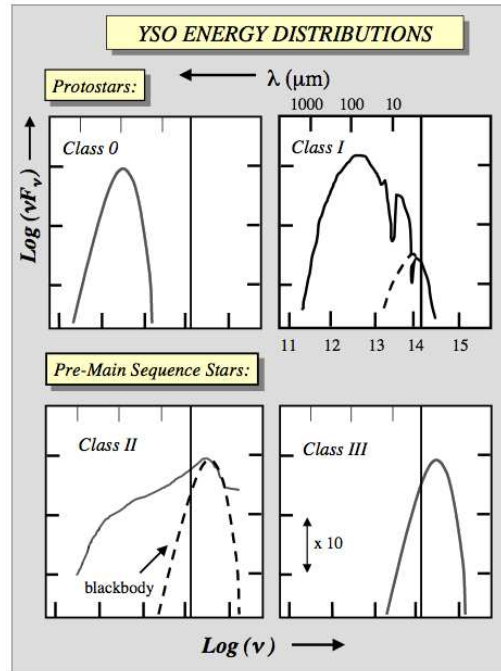


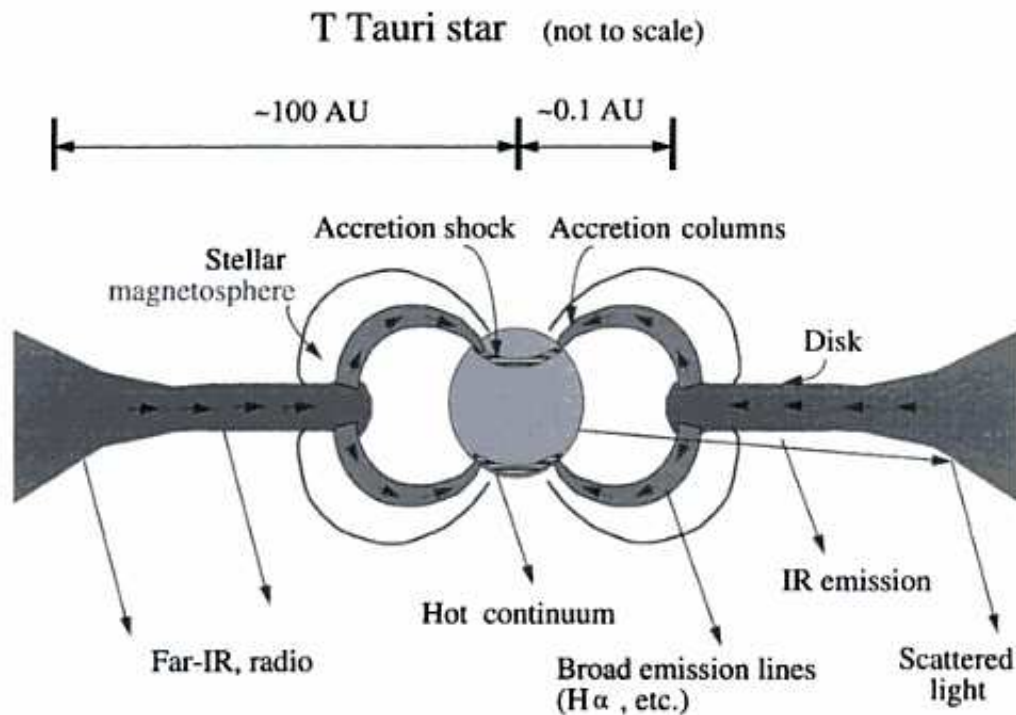
Figura 1.2: Esquema da classificação empírica de YSOs ilustrada pelas suas SEDs, extraído de Lada (1999). Uma linha é mostrada em cada painel em  $2,2 \mu\text{m}$  para comparação. Objetos de Classe 0 e III apresentam distribuição de energia similar a de um corpo negro. Nas Classes I e II, a distribuição é mais alargada.

no primeiro estágio de formação estelar, ainda completamente embebidos. A Figura 1.2 mostra um desenho ilustrando a forma das SEDs de acordo com essa classificação.

A classe de estrelas da PSP de baixa massa, T Tauri, foi identificada originalmente de acordo com características do seu espectro óptico, que mostra tipo espectral tardio e fortes linhas de emissão, especialmente a linha Balmer  $\alpha$  do hidrogênio ( $H\alpha$ ) em  $6563 \text{ \AA}$ . Essa classe de estrelas foi dividida em duas categorias: Estrelas T Tauri Clássicas (CTT, *Classical T Tauri*) e T Tauri de Linhas Fracas (WTT, *Weak-lined T Tauri*).

Estrelas do tipo CTT possuem um disco circum-estelar e uma intensa atividade magnetosférica, o material do disco é transferido à estrela por meio de um fluxo de matéria canalizado pelas linhas de campo magnético, onde ocorre a emissão da linha  $H\alpha$ , e cria-se uma área de alta temperatura no ponto onde a estrela está sofrendo acreção. Um esquema da estrutura de uma estrela CTT e o processo de acreção é mostrado na Figura 1.3.

A definição inicial de uma WTT era a de uma estrela jovem com massa de até  $2M_{\odot}$  e largura equivalente da linha  $H\alpha$  ( $W(H\alpha)$ )  $< 10\%$ . No caso das WTT, a linha  $H\alpha$  é produzida devido à forte atividade cromosférica da estrela. Com o tempo, os critérios para



*Figura 1.3:* Desenho esquemático de acreção em estrelas T Tauri, extraído de Hartmann (2008). A estrela da PSP é cercada por um disco de acreção circum-estelar que emite no infravermelho, sub-mm e mm. O disco interno é perturbado por campos magnéticos, que levam o material de acreção a sair do disco e cair rapidamente na estrela. Este material emite linhas de emissão à medida que cai ao longo das colunas de acreção magnetosféricas e produz um contínuo quente ao se chocar com a superfície da estrela.

discernir entre CTT e WTT têm sido refinados para levar em conta variações da largura equivalente com o tipo espectral (e. g., White & Basri, 2003).

As CTT estariam então dentro da categoria de YSOs Classe II, enquanto as WTT se encaixariam dentro da Classe III, vide a Figura 1.4 onde mostramos um resumo das características das diferentes classes de YSOs. No entanto, André & Montmerle (1994) notam que essa relação WTT/Classe III pode não se aplicar para algumas T Tauri que apresentam excesso no infravermelho médio comparável com o de estrelas de Classe II, porém não passam por processos de acreção, apresentando baixos níveis de emissão H $\alpha$  (WTT).

Embora as CTT eventualmente percam seus discos e se tornem objetos de Classe III, é observado que CTT e WTT são encontradas frequentemente com a mesma idade e nas mesmas regiões. Assim, a ausência do disco não estaria relacionada necessariamente com uma diferença de idades entre essas duas classes. Alguns processos que parecem estar

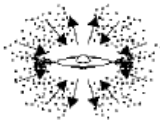
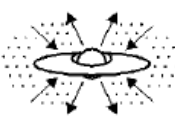
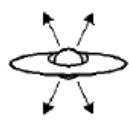
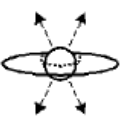

PROPERTIES	<i>Infalling Protostar</i>	<i>Evolved Protostar</i>	<i>Classical T Tauri Star</i>	<i>Weak-lined T Tauri Star</i>	<i>Main Sequence Star</i>
SKETCH					
AGE (YEARS)	$10^4$	$10^5$	$10^6 - 10^7$	$10^6 - 10^7$	$> 10^7$
mm/INFRARED CLASS	Class 0	Class I	Class II	Class III	(Class III)
DISK	Yes	Thick	Thick	Thin or Non-existent	Possible Planetary System
X-RAY	?	Yes	Strong	Strong	Weak
THERMAL RADIO	Yes	Yes	Yes	No	No
NON-THERMAL RADIO	No	Yes	No ?	Yes	Yes

Figura 1.4: Estágios evolutivos de estrelas jovens de baixa massa. Extraída de Feigelson & Montmerle (1999).

relacionados com o desaparecimento dos discos são o consumo do material circum-estelar na formação de planetas, interação com uma companheira em sistemas binários, além da aparente dependência da massa dos discos com a massa da estrela (Feigelson & Montmerle, 1999; Kraus et al., 2012; Andrews et al., 2013).

As Herbig Ae/Be foram inicialmente identificadas como estrelas Ae e Be associadas com regiões de nebulosidade (Herbig, 1960). São estrelas da PSP, com massas entre 2 e  $10 M_{\odot}$ , linhas de emissão (incluindo a linha  $H\alpha$ ) e excesso no infravermelho associado à presença de material circum-estelar. Objetos de maior massa que as Herbig Ae/Be evoluem muito mais rapidamente, chegando logo na Sequência-Principal de Idade Zero, ou ZAMS (*Zero-Age-Main-Sequence*).

## 1.2 Busca por Objetos Jovens em Regiões de Formação Estelar

Diversas regiões de formação estelar têm tido sua população revelada com o uso de observações no infravermelho, como por exemplo, com o uso de dados *Spitzer* no projeto conhecido como “*Cores to Disks*”, ou c2d (Evans et al., 2003), na última década. A maior parte desses estudos combina buscas por objetos apresentando excesso de emissão no infravermelho com a análise do espectro óptico, visando confirmar a natureza dos objetos a partir das linhas  $H\alpha$  e do lítio.

Nas nuvens moleculares de Lupus, por exemplo, Mortier et al. (2011) estudaram uma amostra de 92 candidatos identificados com o c2d, utilizando o espectro óptico para caracterizá-los e confirmar sua natureza como estrelas da PSP. Eles confirmaram 54 objetos, em sua maioria estrelas de tipo M, para os quais temperaturas efetivas e luminosidades também foram estimadas. Dependendo do modelo evolutivo adotado, a idade média encontrada para a população está entre 3,6 e  $4,4 \times 10^6$  anos. A linha  $H\alpha$  foi usada para distinguir entre as CTT e WTT, revelando que 56% dos YSOs identificados são estrelas T Tauri com acreção.

Sh 2-284 é uma região HII que contém vários grupos estelares jovens. Puga et al. (2009) selecionaram 388 candidatos a objetos jovens com base em seu excesso infravermelho detectado a partir de dados obtidos com o telescópio *Spitzer*. Eles verificaram que os objetos se concentram em vários agregados, sugerindo que formação sequencial de estrelas esteja ocorrendo na região.

O cenário de formação sequencial de estrelas tem sido explorado em diversos grupos estelares, a partir da análise da distribuição de idades e distribuição espacial dos YSOs nessas regiões. Um outro exemplo é o aglomerado jovem NGC 6530, onde foi identificada a coexistência de estrelas com idades entre  $1-2 \times 10^6$  anos e  $6-7 \times 10^6$  anos. Com base em espectros de baixa resolução obtidos com o VIMOS/VLT, Prisinzano et al. (2012) estimaram parâmetros estelares para 78 membros de NGC 6530 e verificaram a presença de duas gerações distintas de YSOs mostrando diferente distribuição espacial.

Como nem todas as estrelas da PSP apresentam excesso infravermelho, buscas de estrelas jovens nesses comprimentos de onda se mostram enviesadas na detecção de objetos com discos ou envoltórios circum-estelares, falhando em identificar grande fração das estrelas WTT. No entanto, buscas em raios-X são muito mais eficazes, uma vez que as propriedades



em raios-X demonstram pouca ou nenhuma dependência das interações entre a estrela e o disco, e seu advento trouxe uma grande expansão no número de estrelas da PSP conhecidas (Feigelson & Montmerle, 1999).

Observações com o satélite *XMM-Newton* foram realizadas por Barrado et al. (2011), por exemplo, buscando revelar objetos de Classe III na região de formação estelar em  $\lambda$ Orionis, que contém o aglomerado jovem Collinder 69. Centenas de fontes foram observadas e  $\sim 60$  foram identificadas como prováveis YSOs. Os membros de Collinder 69 foram confirmados a partir de uma caracterização espectroscópica que também permitiu estimar a fração de objetos com discos e avaliar a acreção, rotação e atividade para objetos com massas chegando a de Anãs Marrom (Bayo et al., 2011, 2012).

Também no complexo de nuvens moleculares em Orion, com base em dados *Spitzer* nas regiões de Orion A e B, foram encontrados cerca de 4200 YSOs em diferentes estágios evolutivos (Megeath et al., 2012). Em particular na área ao sul de Orion A, que contém a nuvem escura Lynds 1641 (L1641) e a região em torno da estrela  $\iota$ Orionis, do tipo O9III, Pillitteri et al. (2013) caracterizaram as contrapartidas infravermelhas de mais de 1060 fontes de raios-X detectadas pelo *XMM*. Essa caracterização multi-espectral permitiu identificar 227 estrelas Classe II e I (objetos com pronunciada estrutura circum-estelar) e 489 estrelas Classe III (sem disco, em princípio).

Visando comparar a população de objetos jovens com e sem discos de membros da Nuvem Molecular de Serpens, Oliveira et al. (2013b) obtiveram espectroscopia óptica, complementada com dados fotométricos, para um grande número de candidatos descobertos com o *XMM-Newton*. A natureza jovem de 19 estrelas sem disco foi confirmada pela determinação de suas temperaturas e luminosidades, o que permitiu também estimar a massa e a idade desses novos membros de Serpens. A comparação com resultados anteriores (Oliveira et al., 2013a) mostrou que os objetos com e sem disco em Serpens apresentam uma distribuição similar de massas e idades. Oliveira et al. (2013b) sugerem que o estudo de maiores amostras de estrelas sem disco pode trazer importantes informações sobre os processos que afetam a evolução de discos.

Por não apresentarem excesso infravermelho, estrelas da PSP sem material circum-estelar são mais difíceis de ser distinguidas de objetos de campo. Nesses casos, a linha do Li I em 6708 Å é um indicativo valioso da natureza jovem desses objetos. Estrelas de baixa massa da PSP são parcialmente ou completamente convectivas e conseguem queimar

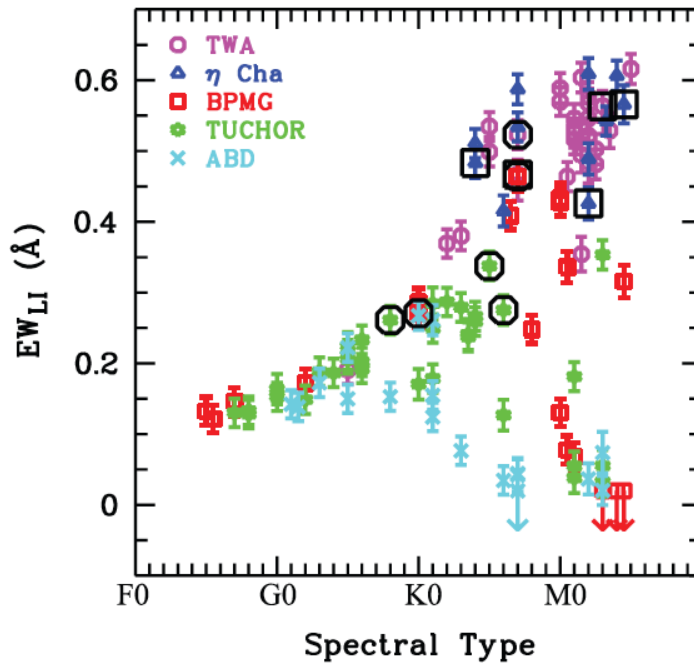


Figura 1.5: Largura equivalente da linha de lítio em 6708 Å em função do tipo espectral, extraída de Mentuch et al. (2008), para as Associações  $\eta$ Cha e TWHydrae com idades estimadas de  $\sim 12 \times 10^6$  anos, o grupo comóvel  $\beta$ Pic ( $\sim 21 \times 10^6$  anos), a Associação Tucanae-Horologium ( $\sim 27 \times 10^6$  anos) e o grupo comóvel AB Dor ( $\sim 45 \times 10^6$  anos). Nos grupos mais jovens como TWHydrae e  $\eta$ Cha, o valor de  $W(\text{Li})$  diminui com o aumento da temperatura. No caso dos mais velhos, conforme o lítio vai sendo esgotado, a distribuição de  $W(\text{Li})$  passa a mostrar uma dependência em função da massa.

lítio em seu centro ao alcançar uma temperatura de  $2 \times 10^6$  K, quando o lítio é convertido em hélio (Jeffries & Oliveira, 2005). Esse processo parece afetar apenas estrelas com tipos espectrais até  $\sim F5$  e é mais rápido quanto maior a massa da estrela. Portanto, o resultado observado é uma diminuição na abundância de lítio com o aumento da temperatura efetiva.

Conforme um grupo de estrelas envelhece, uma maior fração de seus membros apresenta menores abundâncias de lítio. A comparação da abundância de lítio em diferentes grupos pode servir então como uma estimativa do seu estágio evolutivo. Mentuch et al. (2008), por exemplo, compararam 5 grupos estelares distintos com idades variando de  $\sim 6$  a  $100 \times 10^6$  anos. Mostramos os resultados obtidos na Figura 1.5 onde se nota diminuição das larguras equivalentes da linha do Li I ( $W(\text{Li})$ ) com o aumento da idade dos grupos.

Fang et al. (2013) complementaram o estudo de YSOs associados à nuvem L1641, utilizando espectroscopia óptica e dados em diversos comprimentos de onda, incluindo dados do catálogo Spitzer, WISE, 2MASS e *XMM-Newton*. A maior parte dos YSOs identificados se encontra entre as isócronas de  $0,1$  e  $3 \times 10^6$  anos no diagrama HR. Uma

idade média de  $1,5 \times 10^6$  anos também foi estimada analisando-se a depleção de lítio, deduzida a partir da largura equivalente da linha de Li I em 6708 Å. Fang et al. observaram que WTT em L1641, com tipos espectrais similares, mostram uma grande dispersão no valor da largura equivalente da linha de Li I, provavelmente devida a uma variação de idade desses objetos.

Vemos que um estudo detalhado de uma população estelar jovem e sua respectiva região de formação estelar, como os exemplos citados acima, requer um conjunto completo de dados observacionais. Um dos métodos mais eficientes é a seleção de objetos com *surveys* no infravermelho e em raios-X e a confirmação de sua natureza jovem pela análise de características presentes em seu espectro óptico.

### 1.3 A Associação CMa R1

A região de formação estelar em Canis Major tem suas características compiladas e apresentadas em detalhes por Gregorio-Hetem (2008) no *Handbook of Star Forming Regions*, editado por Bo Reipurth.

Um grupo concentrado de estrelas O e B na região de Canis Major (CMa OB1) foi identificado inicialmente por Ambartsumian (1947), seguido nos anos 60 pelas primeiras estimativas de idade, distância e delimitação aproximada, cobrindo cerca de  $4^\circ \times 4^\circ$  na direção de  $l = 224^\circ$  e  $b = -2^\circ$  (Hoag et al. , 1961; Ruprecht , 1966). Posteriormente, Clariá (1974a,b) estudou a distribuição espacial e a fotometria *UBV* de 247 estrelas O e B, deduzindo uma distância de 1,15 kpc e idade  $3 \times 10^6$  anos.

Na parte Sul de CMa OB1 se encontra também uma concentração de nebulosas de reflexão formando a Associação CMa R1, para a qual 30 estrelas membros foram identificadas por Herbst et al. (1978). Herbst (1980) afirma que a formação estelar parece ser recente em CMa R1 e que as estrelas B encontradas na região são provavelmente objetos da PSP mas que no entanto, nenhuma estrela do tipo T Tauri havia ainda sido identificada na região.

Uma das nebulosas que compõe CMa R1 é Sh 2-296. Devido a sua forma de arco, Herbst & Assousa (1977) propuseram um cenário em que a formação de Sh 2-296 teria sido induzida por uma explosão de supernova há  $5 \times 10^6$  anos. Outras explicações para a estrutura observada em Sh 2-296 também já foram propostas como, por exemplo, fortes

ventos estelares ou uma antiga região HII em expansão (Reynolds & Ogden, 1978). Comerón et al. (1998) argumentam que, mesmo que a explosão de supernova tenha ocorrido, parece mais provável que a formação de estrelas já tivesse sido iniciada em nuvens moleculares pré-existentes. Até o momento a natureza de Sh 2-296 e a história de formação estelar em CMa R1 não foram desvendados.

Um estudo detalhado da composição estelar de CMa R1 foi apresentado por Shevchenko et al. (1999), identificando 88 membros brilhantes da Associação, a partir de estudos fotométricos e espectroscópicos. A maioria desses membros é considerada como sendo da PSP, com idades de até  $\sim 8 \times 10^6$  anos. Duas estrelas brilhantes do tipo B, GU CMa e FZ CMa, parecem ser mais velhas que a Associação e foram sugeridas como não tendo sido formadas em um mesmo episódio de formação estelar.

Além de encontrar uma idade maior para alguns membros de Sh 2-296 do que a proposta pela hipótese de Herbst & Assoua (1977), Shevchenko et al. (1999) afirmam que a presença de populações com diferentes idades vai contra a hipótese de a formação estelar ter sido induzida por uma onda de choque causada pela explosão de uma supernova, que deveria resultar em um único surto de formação.

Soares & Bica (2002, 2003) verificaram que a formação estelar em CMa R1 ocorre de forma muito ativa, sendo elevada em alguns pontos da associação, como nos aglomerados associados às nuvens NGC 2327, BRC 27, VdB 92 e Gy 3-7. Os aglomerados em NGC 2327 e BRC 27 aparentam ter idades da ordem de  $\sim 1,5 \times 10^6$  anos e estão localizados ao longo da borda de Sh 2-296, assim como está VdB 92. Porém, para VdB 92 foi encontrada uma idade de  $5-7 \times 10^6$  anos, indicando que este grupo de estrelas provavelmente se originou de um diferente episódio de formação estelar.

Chauhan et al. (2009) incluíram BRC 27 em um estudo de diferentes BRCs (*Bright Rimmed Clouds*) buscando indícios de formação estelar sequencial nessas regiões. Os autores investigaram cerca de 20 objetos com emissão H $\alpha$  nas proximidades de BRC 27, além de outras estrelas com excesso no infravermelho. Entre os BRCs estudados, BRC 27 foi o único que não apresentou um gradiente de idade entre os objetos localizados dentro e fora da nuvem.

Mais recentemente, Rebull et al. (2013), usaram dados *Spitzer* para buscar por novos membros de BRC 27. Entre 42 objetos estudados, 16 foram identificados como prováveis YSOs. Porém, os autores ressaltam que seria necessário uma confirmação desses resultados

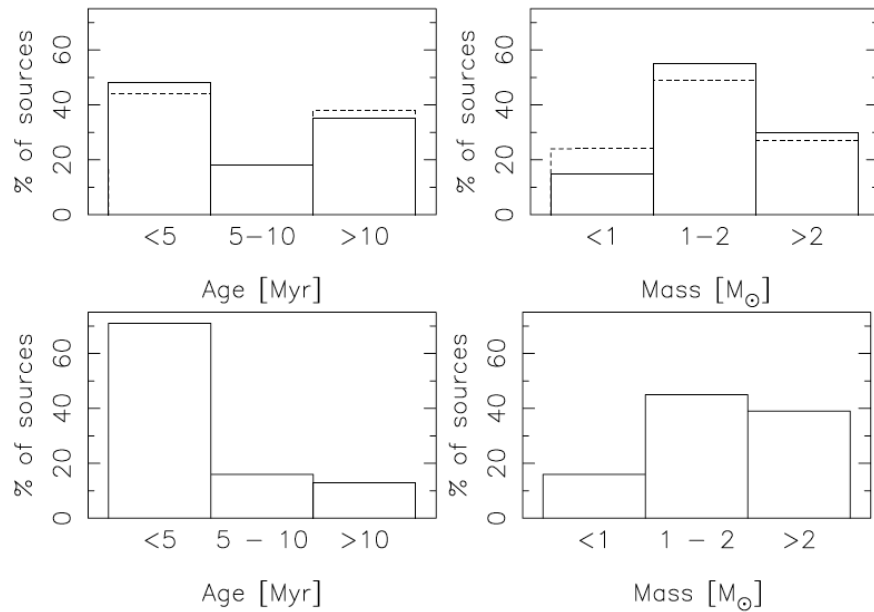


Figura 1.6: Distribuição de idades e massas para candidatas a estrelas da PSP identificadas por Gregorio-Hetem et al. (2009) nos campos próximos às estrelas GU CMa (painel superior) e Z CMa (painel inferior).

com espectroscopia.

A partir de observações em raios-X, Gregorio-Hetem et al. (2009), identificaram uma centena de estrelas com características de objetos da PSP. Além do grupo de estrelas já conhecido ao redor da estrela Z CMa, para o qual 40 novos membros foram adicionados, os autores também identificaram um novo grupo próximo à estrela GU CMa. Este segundo grupo parece ser mais velho, confirmando a sugestão de Shevchenko et al. (1999) de que CMa R1 teria passado por episódios de formação estelar sequencial.

A distribuição dos objetos identificados por Gregorio-Hetem et al. (2009) no diagrama cor-magnitude mostrou que a maioria das contrapartidas das fontes de raios-X têm massas entre 1 e 2  $M_{\odot}$ , correspondendo então a candidatas a estrelas da PSP de baixa massa que ainda não haviam sido identificadas nesta região. Na Figura 1.6 são apresentadas as distribuições de massas e idades para as estrelas próximas a Z CMa e para o novo grupo encontrado próximo a GU CMa. Nota-se que a distribuição de massas é similar nos dois grupos, no entanto a maior parte dos objetos nas proximidades de Z CMa parece ter idades menores que  $5 \times 10^6$  anos, enquanto GU CMa aparenta ser mais velho, tendo uma fração similar de objetos com idades menores que  $5 \times 10^6$  anos e maiores que  $10 \times 10^6$  anos.

As buscas tradicionais por candidatas a estrelas jovens, baseadas na emissão  $H\alpha$  e/ou no

excesso no infravermelho, falham em identificar estrelas da PSP sem discos, assim como em detectar objetos de menor massa associados a nuvens moleculares distantes. Desta forma, a população jovem previamente identificada em CMa R1, é da ordem de 200 estrelas, sendo a maioria de alta massa ou apresentando significativa emissão  $H\alpha$ . É de se esperar que o censo desta população jovem esteja muito incompleto, tanto em número quanto em limite inferior de massa, principalmente quando se compara com outras nuvens mais próximas e melhor estudadas.

Neste trabalho, apresentamos os resultados de um acompanhamento espectroscópico e fotométrico de fontes de raios-X detectadas na região de Sh 2-296 com o objetivo de melhorar o censo e a caracterização da população estelar jovem associada à nebulosa e, com isso, adicionar informações para a compreensão do cenário de formação estelar relacionado a esta região.

A tese é estruturada da seguinte forma: no Capítulo 2 apresentamos detalhes das observações espectroscópicas e dos dados fotométricos complementares obtidos de diferentes catálogos. Nos Capítulos 3 e 4, apresentamos a metodologia utilizada e os resultados obtidos com a caracterização espectroscópica e fotométrica, respectivamente. No Capítulo 5 discutimos os resultados obtidos, confirmando a classificação de alguns objetos individuais e avaliando a distribuição espacial de nossa amostra. Finalmente, no Capítulo 6 apresentamos nossas considerações finais, um resumo de nossos resultados e perspectivas interessantes de continuidade do presente trabalho. Este estudo também está sendo apresentado no artigo intitulado “*Optical spectroscopic characterization of X-ray sources associated with the Sh 2-296 nebula*”, submetido para publicação na revista *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, o qual pode ser encontrado no Apêndice A.

É importante ressaltar que adotamos alguns alguns acrônimos em inglês, por exemplo: YSOs, SED, etc, por serem os termos mais usuais. Notar também que o material utilizado em artigos, como tabelas e figuras, está apresentado com o conteúdo em inglês.

## Descrição da Amostra e Observações

Neste trabalho, estudamos uma amostra de estrelas contrapartidas de fontes de raios-X, associadas à nebulosa Sh 2-296, localizada no complexo de Canis Major (CMa R1). A Figura 2.1 mostra uma imagem da nebulosa na qual é indicada a localização de alguns objetos de destaque em CMa R1. As observações *ROSAT* realizadas por Gregorio-Hetem et al. cobrem uma área de cerca de  $2^\circ \times 2^\circ$  em torno da estrela FZ CMa.

Apresentamos neste capítulo a motivação em se estudar a amostra selecionada (Sec. 2.1), descrevemos a estratégia observacional adotada (Sec. 2.2) e o levantamento de dados fotométricos complementares (Sec. 2.3).

### 2.1 Seleção da amostra a partir de observações em raios-X

Buscando um censo mais completo da população estelar jovem na região de CMa R1, nosso grupo obteve dados com o satélite *XMM-Newton* (abreviado por *XMM* daqui para frente), detectando 61 fontes na direção da nebulosa Sh 2-296 (Rojas et al., 2006).

Para complementar esses dados, extraímos dos arquivos públicos do Satélite *Chandra* as observações disponíveis ao redor da estrela Z CMa (ObsIDs 3751 e 10845). Essa busca retornou 140 fontes de raios-X, sendo que 103 não haviam sido detectadas pelas nossas observações com o *XMM*.

As fontes estudadas por Rojas et al. (2006) estão distribuídas próximas à estrela Z CMa e outros grupos como o aglomerado estelar jovem VdB 92 (van der Berg, 1966) e objetos jovens associados à nuvem BRC 27 (Sugitani et al., 1991).

No total, a observação *XMM* e os dados de arquivo *Chandra* revelaram 164 fontes de raios-X. Buscando confirmar a natureza desses objetos, observamos espectros das contra-

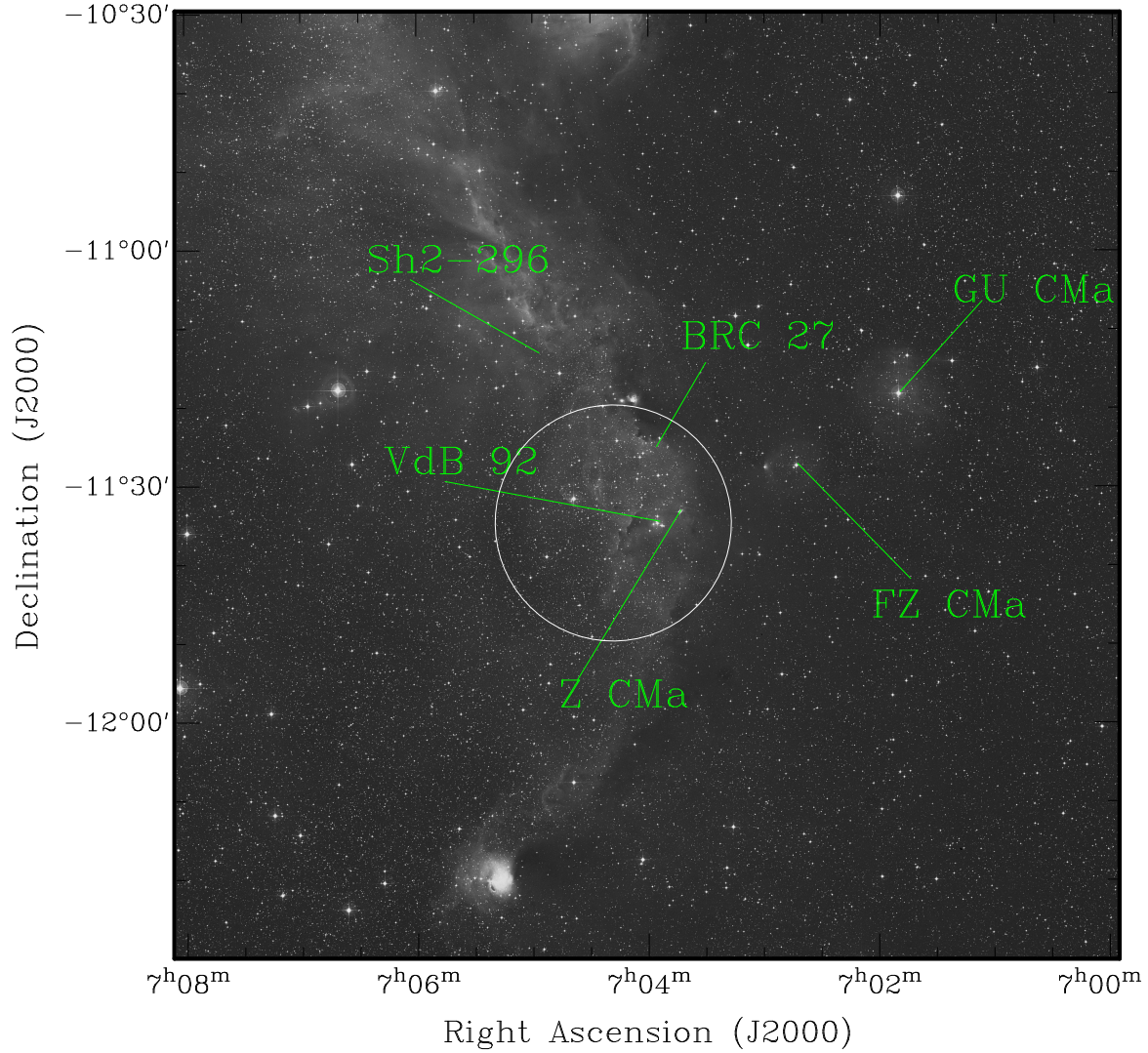


Figura 2.1: Imagem da nebulosa ionizada Sh 2-296, o círculo branco indica a região coberta pelas observações com o satélite *XMM-Newton*. Também indicamos a localização de algumas estrelas mais brilhantes e dois aglomerados jovens: VdB 92 e o grupo estelar associado à nuvem BRC 27.

partidas ópticas dessas fontes distribuídas em 4 campos de  $\sim 5' \times 5'$  cada, cobrindo cerca de 30% da amostra identificada por Rojas et al. (2006).

## 2.2 Espectroscopia multi-objetos *Gemini*

Usando o instrumento GMOS no telescópio *Gemini*, apontado para 4 campos, foi possível observar uma amostra de 83 estrelas listadas na Tabela 2.1. As observações (Id. GS2005B-Q44) foram realizadas no modo fila e ocorreram em 8-9 de novembro de 2005.

Um primeiro conjunto de observações dos campos com o GMOS no modo imagem foi necessário para preparar as máscaras que foram utilizadas para a obtenção da espectrosco-



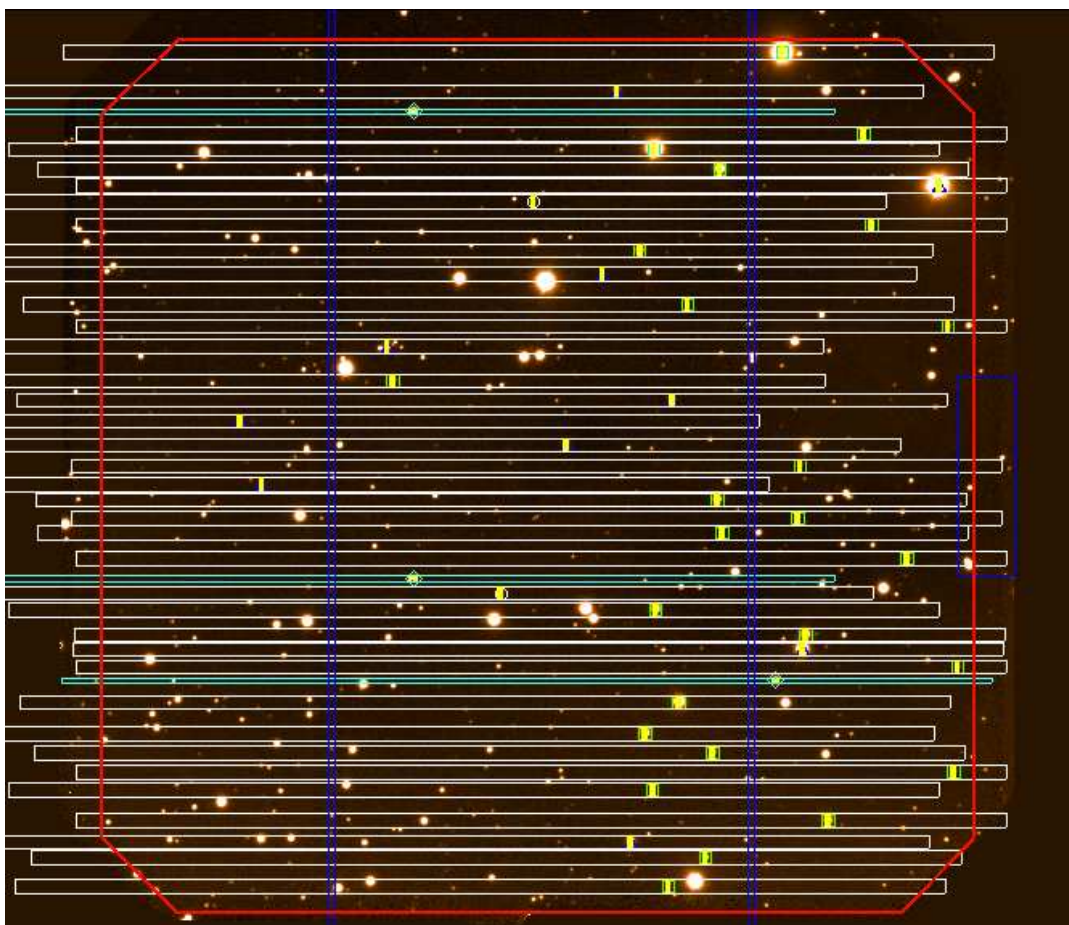


Figura 2.2: Exemplo de máscara para observação de espectroscopia multi-objetos com o GMOS. Os alvos para os quais espectros serão observados devem estar dentro da área delimitada pela linha vermelha, distante das bordas e das faixa azuis verticais que correspondem aos *gaps* do detector CDD. As faixas horizontais, delimitadas por linhas brancas, correspondem ao espaço a ser tomado pelo espectro da estrela na fenda (traços amarelos) correspondente.

pia multi-objetos. Uma ilustração de máscara preparada utilizando a ferramenta fornecida pelo *Gemini* (*Gemini MOS Mask Preparation Software*) para as observações GMOS, é apresentada na Figura 2.2. As imagens foram obtidas com o filtro *R*, possibilitando também uma estimativa da fotometria óptica nessa banda.

Os espectros foram observados utilizando a grade R600 centrada em 652 e 658 nm. Essa configuração permitiu cobrir a região que contém as características espectrais de nosso interesse, como linhas típicas de objetos jovens ( $H\alpha$  e lítio) e a banda do TiO entre 7050 e 7150 Å, que vamos utilizar para a determinação de tipos espectrais.

A escolha de dois comprimentos de onda centrais foi feita para evitar perder a detecção de linhas que poderiam coincidir com a posição de um dos *gaps* que existem entre os três detectores CCD do GMOS. Também foram feitos dois conjuntos de observações para cada

comprimento de onda central, com tempos de exposição diferentes (10 e 3 minutos), para evitar a subexposição de objetos fracos e/ou a saturação de estrelas brilhantes.

Nas Figuras 2.3, 2.4, 2.5 e 2.6 apresentamos as imagens dos 4 campos observados na banda R, sobrepostos dos contornos da emissão em raios-X com o *XMM*, e indicamos também as fontes que tiveram espectros observados. O nome dos campos corresponde a uma das fontes CMaX, identificada por Gregorio-Hetem et al. (2009), presente em cada um deles.

Pode-se notar que nem todas as candidatas a contrapartidas ópticas das fontes de raios-X puderam ser observadas e que algumas estrelas que não parecem estar associadas às fontes foram selecionadas como alvos. Isso se deve ao processo de posicionamento das fendas na construção da máscara. O algoritmo responsável por esse processo varre a imagem selecionando os objetos na ordem prioridade dada pelo usuário e exclui quaisquer objetos para os quais os espectros iriam se sobrepor. Como não temos candidatas a contrapartidas ópticas cobrindo todo o campo, qualquer espaço restante foi preenchido com estrelas de menor prioridade, não associadas às fontes de raios-X.

### 2.3 Levantamento de dados fotométricos

Para complementar nossa base de dados, buscamos as contrapartidas das estrelas que observamos com o GMOS que apresentam emissão no infravermelho próximo no *Two Micron All-Sky Survey* (2MASS). Conseguimos identificar 80 fontes, sendo que 74 têm dados de boa qualidade.

Utilizando a identificação e coordenadas 2MASS associadas aos objetos da amostra pudemos também levantar dados fotométricos em outros catálogos. Obtivemos fotometria *BVRI* dos catálogos NOMAD, GSC e DENIS. A comparação da fotometria GMOS com os dados do GSC e NOMAD permitiu uma boa calibração das magnitudes na banda R.

A região de CMa R1 também foi observada pelo *Wide-field Infrared Survey Explorer* (WISE) e encontramos dados no infravermelho médio, em 3,4 (W1), 4,6 (W2), 12 (W3), and 22  $\mu\text{m}$  (W4), para 41 dos objetos da nossa amostra.

Na Tabela 2.1 listamos todos os dados fotométricos levantados. Considerando a falta de qualidade nos dados das bandas *B* e *V* para a maior parte das estrelas em nossa amostra,

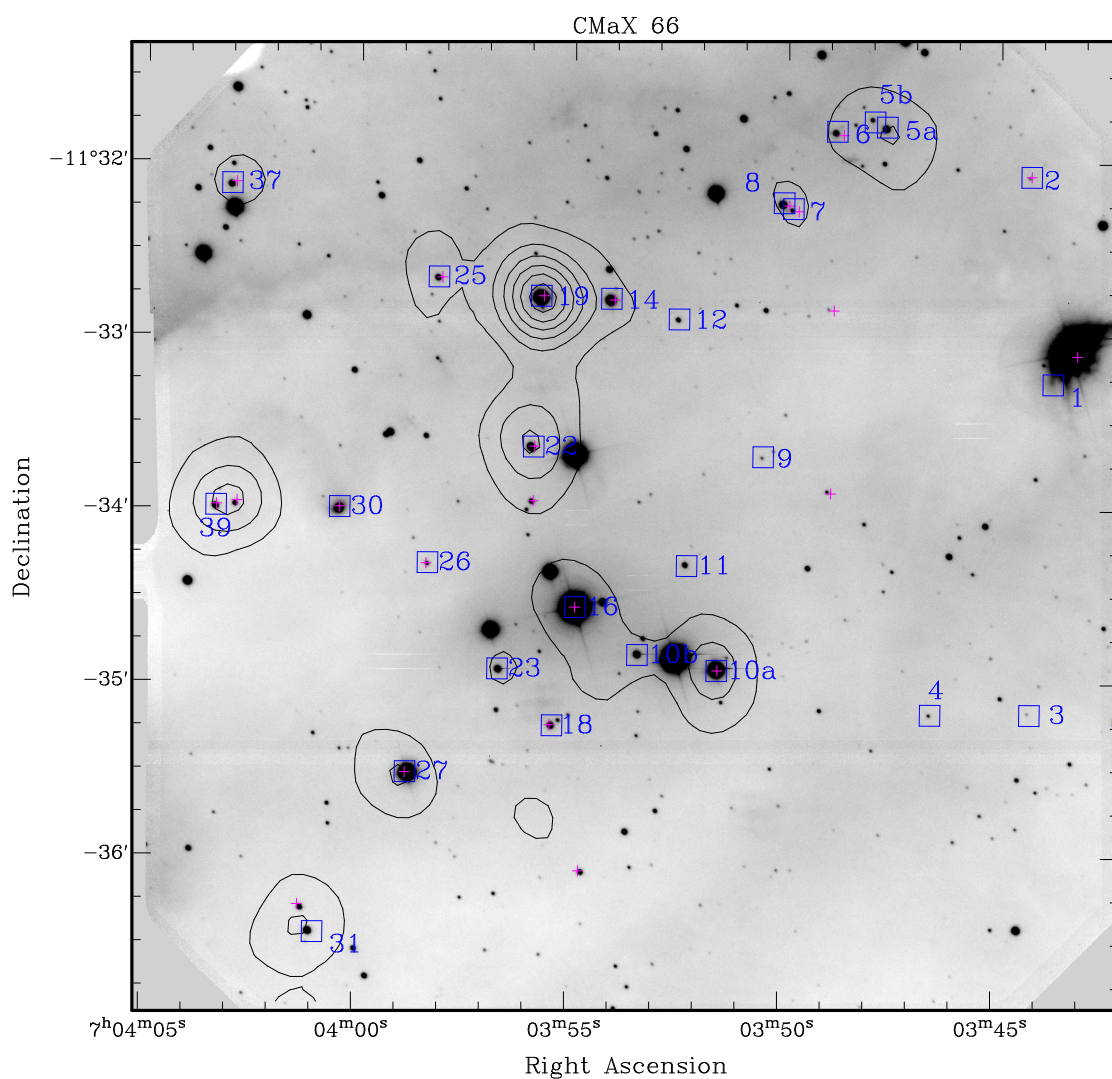


Figura 2.3: Imagem na banda  $R$  do campo CMaX 66 observado com o GMOS, sobreposta por contornos (em preto) da emissão das fontes de raios-X detectadas com o XMM. Também indicamos a coordenada central de fontes detectadas pelo satélite *Chandra* (cruzes em magenta). As estrelas para as quais obtivemos espectros são indicadas por quadrados azuis e suas respectivas identificações de acordo com a Tabela 2.1.

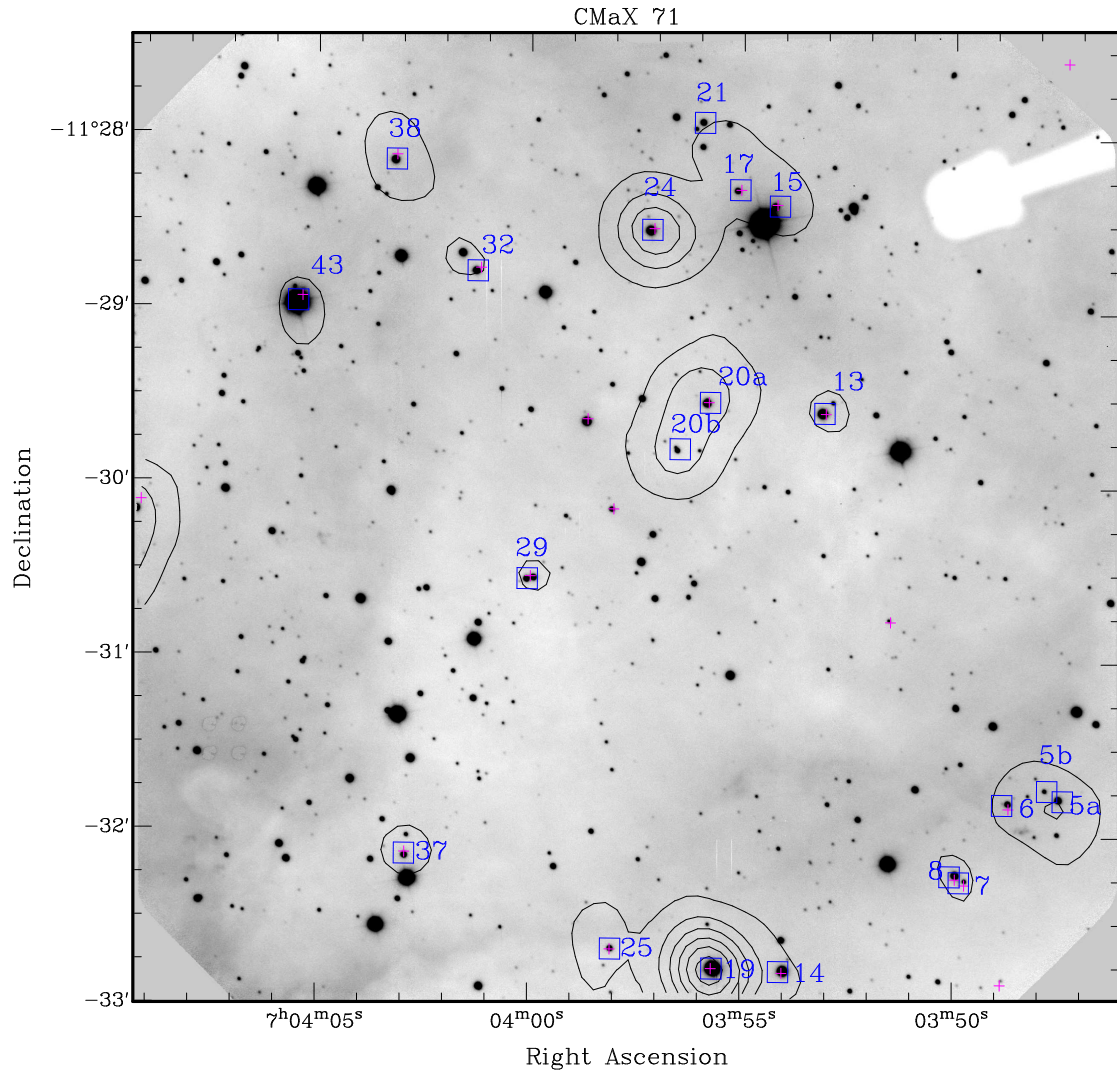


Figura 2.4: Imagem na banda  $R$  do campo CMaX 71 observado com o GMOS, sobreposta por contornos (em preto) da emissão das fontes de raios-X detectadas com o *XMM*. Também indicamos a coordenada central de fontes detectadas pelo satélite *Chandra* (cruzes em magenta). As estrelas para as quais obtivemos espectros são indicadas por quadrados azuis e suas respectivas identificações de acordo com a Tabela 2.1.



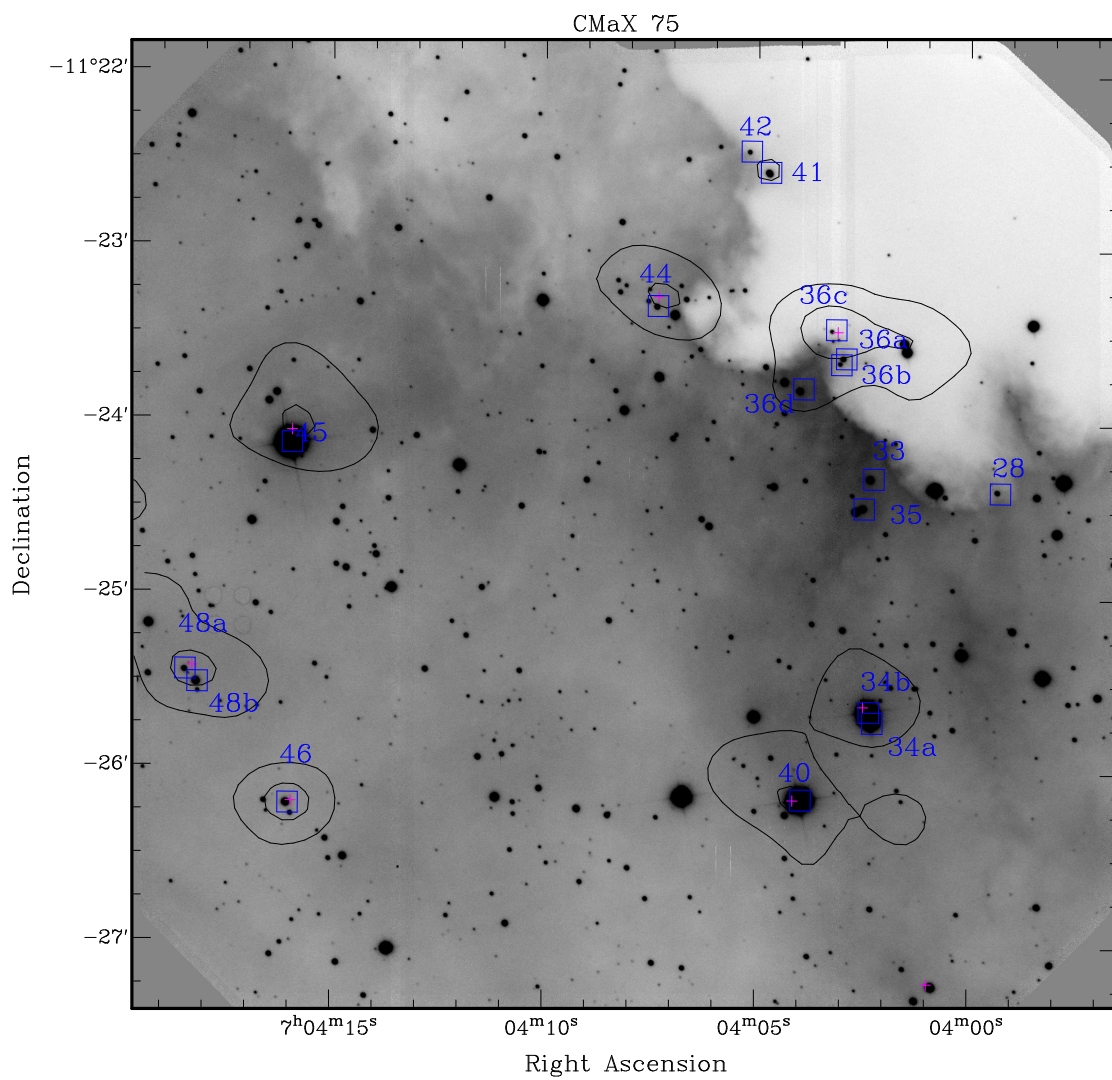


Figura 2.5: Imagem na banda  $R$  do campo CMaX 75 observado com o GMOS, sobreposta por contornos (em preto) da emissão das fontes de raios-X detectadas com o *XMM*. Também indicamos a coordenada central de fontes detectadas pelo satélite *Chandra* (cruzes em magenta). As estrelas para as quais obtivemos espectros são indicadas por quadrados azuis e suas respectivas identificações de acordo com a Tabela 2.1.

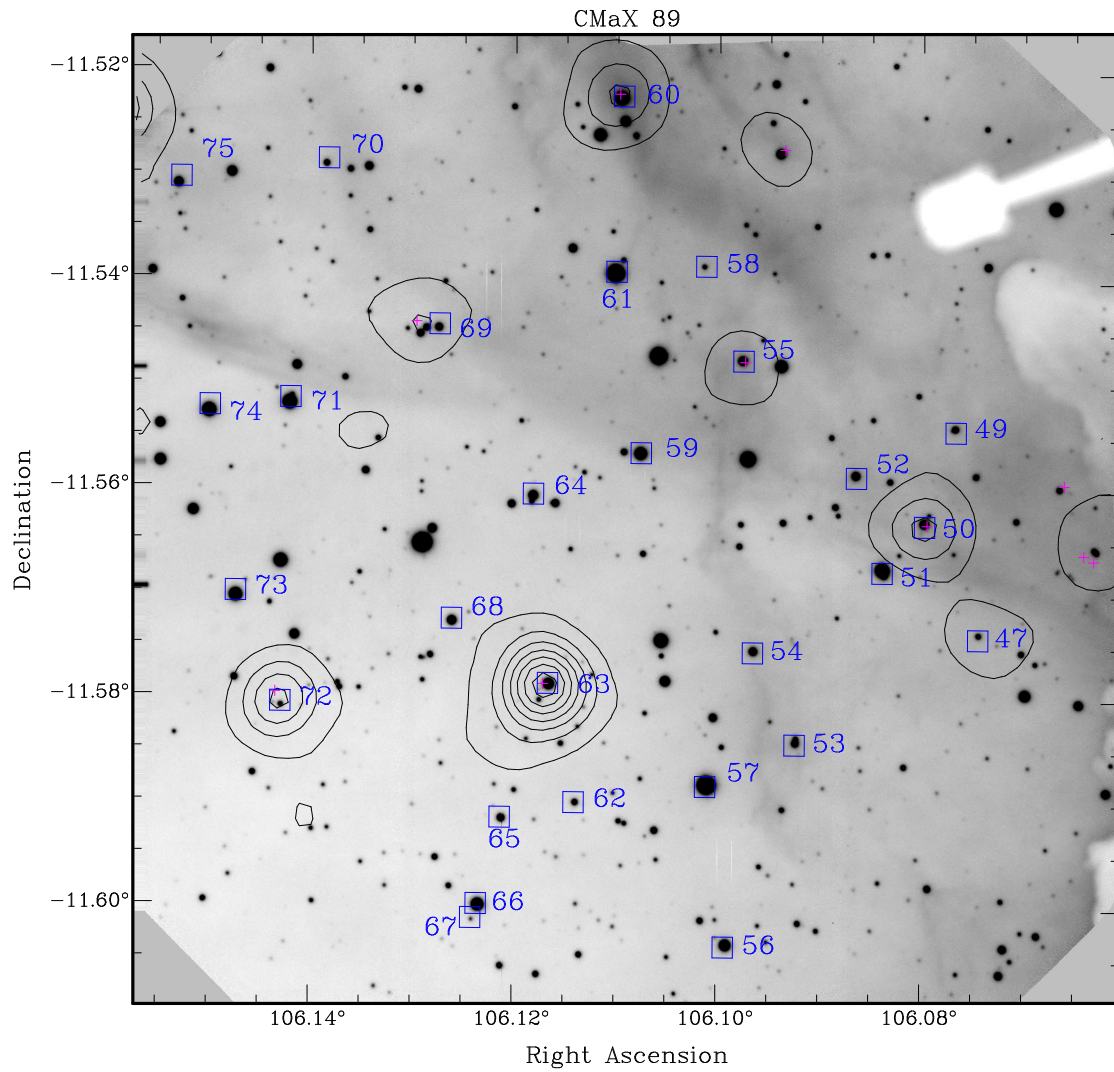


Figura 2.6: Imagem na banda  $R$  do campo CMaX 89 observado com o GMOS, sobreposta por contornos (em preto) da emissão das fontes de raios-X detectadas com o *XMM*. Também indicamos a coordenada central de fontes detectadas pelo satélite *Chandra* (cruzes em magenta). As estrelas para as quais obtivemos espectros são indicadas por quadrados azuis e suas respectivas identificações de acordo com a Tabela 2.1.

apresentamos somente fotometria óptica nas bandas  $R$  (GMOS) e  $I$  (DENIS). As fontes cujos dados 2MASS não têm qualidade A estão marcadas com uma notação “:” ao lado do valor da magnitude. Três estrelas da amostra para as quais não foram encontradas contrapartidas 2MASS são identificadas por meio de suas coordenadas J2000, dadas entre parêntesis. Estrelas com uma identificação seguida de letras, estão associadas a uma mesma fonte de raios-X.

*Tabela 2.1* - Lista de objetos observados e respectiva identificação 2MASS. Dados fotométricos obtidos a partir de observações com o GMOS (R) e catálogos, DENIS (I), 2MASS (J, H, K) e WISE: W1 ( $3,4 \mu m$ ), W2 ( $4,6 \mu m$ ), W3 ( $12 \mu m$ ) e W4 ( $22 \mu m$ ).

ID	2MASS ID	R	I	J	H	K	[3.4]	[4.6]	[12]	[22]
1	07034358-1133207	13.71	16.38	14.45:	14.10:	11.78:				
2	(07034424-1132058)	20.29								
3	(07034606-1135120)	19.90								
4	07034651-1135118	18.65	17.19	15.70	14.94	14.70				
5a	07034751-1131489	15.63	14.88	13.52	12.77	12.60	12.11	11.75	8.86	4.59
5b	07034782-1131457	15.67	16.73	15.82	15.28	14.63				
6	07034869-1131502	16.36	15.25	13.99	13.21	13.02				
7	07034972-1132169	15.20		14.06:	14.29:	13.06:				
8	07034994-1132148	15.11	14.34	13.63:	13.00:	12.73:				
9	07035043-1133425	19.04	17.97	15.24	14.40	13.81	13.20	12.24	9.37	6.46
10a	07035152-1134557	11.69	11.23	10.97	10.76	10.69	10.60	10.62	7.73	5.22
10b	07035338-1134504	15.52	14.33	13.44	12.48	11.93	10.71	10.35	5.97	4.03
11	07035225-1134195	16.74	15.70	14.51	13.62	13.50				
12	07035240-1132546	17.33	16.30	15.11	14.31	14.18				
13	07035303-1129352	13.78	13.49	12.36	11.54	10.95	10.26	9.72	7.39	5.68
14	07035400-1132478	13.70	13.25	12.34	11.61	11.18	10.21	9.73	6.33	3.98
15	07035414-1128235	12.71		14.12	13.43	13.31				
16	07035486-1134340	11.22	9.12	8.90	8.91	8.93	8.77	8.73	5.21	3.02
17	07035503-1128181	16.18	15.20	14.14	13.43	13.20				
18	07035542-1135149	15.89	14.73	12.95	11.97	11.36	10.55	10.12	6.47	4.58
19	07035564-1132468	11.95	11.37	10.78	10.40	10.31	10.09	10.07	7.03	4.32
20a	07035575-1129315	14.69	13.95	12.92	12.22	12.02	11.89	11.84	11.13	8.44
20b	07035646-1129476	16.55	15.51	14.03	13.24	13.01				
21	07035584-1127544	15.85	15.01	14.05	13.37	13.16				
22	07035587-1133385	14.83	13.82	12.37	11.54	11.24	10.90	10.88	7.58	5.51
23	07035666-1134553	15.58	14.77	12.94	11.87	11.17	10.01	9.39	6.02	3.87
24	07035708-1128317	14.10	13.44	12.37	11.69	11.47	11.35	11.34	10.16	8.40
25	07035805-1132398	16.32	15.49	14.10	13.23	12.93				
26	07035833-1134188	17.76	16.24	14.75	13.98	13.78				
27	07035880-1135311	11.42	10.97	10.72	10.54	10.47	10.25	10.23	6.80	4.42
28	07035926-1124234	16.37	16.09	15.09	14.57	14.31				
29	07035994-1130318	15.78	14.55	13.21:	12.27:	12.25:	11.87	11.82	10.68	8.29

Tabela 2.1 - Continuação

ID	2MASS ID	R	I	J	H	K	[3.4]	[4.6]	[12]	[22]
30	07040041-1133596	15.22	14.03	12.10	10.92	10.19	9.30	8.65	6.01	4.49
31	07040114-1136255	15.15	14.32	13.50:	12.69	12.51:	12.31	12.24	9.28	6.41
32	07040119-1128454	15.21	14.57	13.58	12.86	12.72	12.50	12.50	10.51	8.16
33	07040224-1124188	15.29	14.86	13.47	12.64	12.46	12.20	12.14	9.71	8.37
34a	07040225-1125429	11.40	10.38	11.31	10.75	9.94	8.28	7.49	4.10	2.27
34b	07040234-1125393	10.49	10.38	10.40	10.32	10.26				
35	07040246-1124292	14.70	14.45	13.44	12.73	12.44	11.98	11.98	10.17	8.12
36a	07040290-1123375	16.11	15.49	13.56	12.43	11.86				
36b	(07040302-1123396)	16.27								
36c	07040314-1123275	17.04	15.92	13.03	11.57	10.69				
36d	07040390-1123480	15.43	15.15	13.93	13.10	12.84				
37	07040290-1132074	15.97		13.91	13.14	12.90				
38	07040309-1128071	14.92	14.26	13.30	12.63	12.49	12.35	12.37	10.77	7.64
39	07040330-1133586	15.75		13.74	12.97	12.77				
40	07040393-1126097	10.36	9.74	9.76	9.72	9.63	9.52	9.56	10.34	8.29
41	07040461-1122328	14.59	14.46	13.43	12.69	12.51				
42	07040507-1122253	16.60	16.26	14.67	13.91	13.62				
43	07040542-1128562	11.39	10.06	10.10	10.06	10.04	10.01	10.01	9.19	5.86
44	07040725-1123188	15.84	15.30	13.75	12.86	12.56				
45	07041588-1124055	10.56	9.30	8.95	8.90	8.85	8.81	8.79	8.54	7.19
46	07041601-1126100	14.41	14.14	12.91	12.15	11.74	11.18	10.93	9.01	7.06
47	07041786-1134268	16.57	15.70	14.13	13.27	13.08	12.89	12.83	11.78	8.19
48a	07041812-1125280	14.30	14.17	14.39	13.56	13.39	12.13	12.11	11.56	8.07
48b	07041839-1125239	15.91	15.56	13.14	12.42	12.28	13.22	13.17	11.71	8.45
49	07041840-1133154	15.90	15.59	14.72	14.21	14.14	14.26	14.43	11.92	8.59
50	07041912-1133480	14.72	14.27	13.10	12.42	12.16				
51	07042012-1134040	12.87	12.58	11.88	11.51	11.41	11.24	11.24	11.03	8.08
52	07042074-1133314	15.13	14.80	14.02	13.60	13.47	13.29	13.41	11.84	8.53
53	07042217-1135036	15.36	15.05	14.44	14.10	13.94	13.75	13.61	10.85	7.27
54	07042316-1134320	15.10	14.54	13.22	12.47	12.23	12.09	12.11	10.79	7.87
55	07042340-1132515	14.96	14.32	13.22	12.48	12.32	12.14	12.08	10.10	6.80
56	07042383-1136135	13.77		13.03	12.76	12.70	12.61	12.64	12.12	8.76
57	07042427-1135183	11.66	11.34	10.43	9.85	9.68	9.58	9.62	9.56	8.26
58	07042429-1132190	17.16	16.78	15.92	15.74	14.99	16.12	15.98	11.41	8.48
59	07042581-1133235	13.49	13.42	13.09	12.92	12.91	12.76	12.80	11.98	8.41
60	07042625-1131207	13.38	13.72	12.47	11.60	11.15	10.67	10.28	8.19	5.87
61	07042640-1132211	11.92	11.95	11.70	11.60	11.59	11.49	11.51	12.40	8.58
62	07042736-1135241	16.01	15.70	15.04	14.73	14.58				
63	07042798-1134431	13.83	13.43	12.41	11.73	11.53	11.40	11.37	11.98	8.24
64	07042834-1133379	14.43	14.11	13.35	12.79	12.65				
65	07042910-1135294	15.26	14.72	13.48	12.73	12.58	12.36	12.37	11.69	8.65
66	07042965-1135592	13.27	13.58	12.71	12.37	12.30	12.17	12.23	11.36	8.31
67	07042978-1136041	13.57	13.22	16.42	14.30:	13.85				
68	07043025-1134211	14.52	14.25	13.56	13.14	13.00	12.97	13.02	12.54	8.89
69	07043056-1132397	15.41	14.98	14.25	13.80	13.76				



Tabela 2.1 - Continuação

ID	2MASS ID	R	I	J	H	K	[3.4]	[4.6]	[12]	[22]
70	07043319-1131430	16.13	15.86	15.05	14.76	14.73				
71	07043406-1133054	12.80	12.64	12.15	12.00	11.82	11.76	11.81	12.62	8.42
72	07043428-1134501	16.64	16.00	14.43	13.66	13.45				
73	07043534-1134121	13.11	12.98	12.35	12.02	11.96	11.78	11.76	12.37	8.43
74	07043596-1133082	12.89	12.53	11.49	10.88	10.67	10.54	10.61	11.01	7.70
75	07043666-1131496	14.70	14.48	13.83	13.54	13.37	13.24	13.12	10.33	5.17



## Análise de espectros ópticos

Neste capítulo, apresentamos os resultados obtidos a partir da espectroscopia óptica realizada com o GMOS. A análise dos espectros é essencial para um estudo mais detalhado da população de estrelas da PSP na região de Sh 2-296, permitindo identificar esses objetos a partir da presença de linhas típicas (Sec 3.1) e caracterizar individualmente os candidatos por meio da determinação do tipo espectral (Sec. 3.2).

Além disso, realizamos a classificação das candidatas a estrelas PSP com base na medida da linha  $H\alpha$  (Sec. 3.3) e verificamos sua natureza jovem a partir da linha do lítio (Sec. 3.4).

### 3.1 Identificação de candidatas a estrelas da pré-Sequência Principal

Inspecionamos individualmente os 83 espectros observados com o GMOS, buscando a presença das linhas  $H\alpha$  e do Li I em  $6708\text{\AA}$ , para identificar os candidatos a objetos PSP em nossa amostra. Nos espectros em que estavam presentes, as larguras equivalentes foram medidas com a tarefa *splot* do pacote ONEDSPEC no IRAF. Exemplos dessas linhas, observadas em alguns dos objetos da amostra, estão na Figura 3.1 e os valores medidos das larguras equivalentes são apresentados na Tabela 5.1, juntamente com os resultados da análise realizada, neste e no próximo capítulo.

Consideramos a presença da linha de Li I como o critério principal para identificar as prováveis estrelas T Tauri, já que esta linha é encontrada somente em estrelas jovens de baixa massa e, conforme visto no Cap. 1, tende a desaparecer quando a estrela se aproxima da SP. Com isso, conseguimos identificar 41 candidatas.

Selecionamos também outros 8 objetos por apresentarem a linha do  $H\alpha$  em emissão

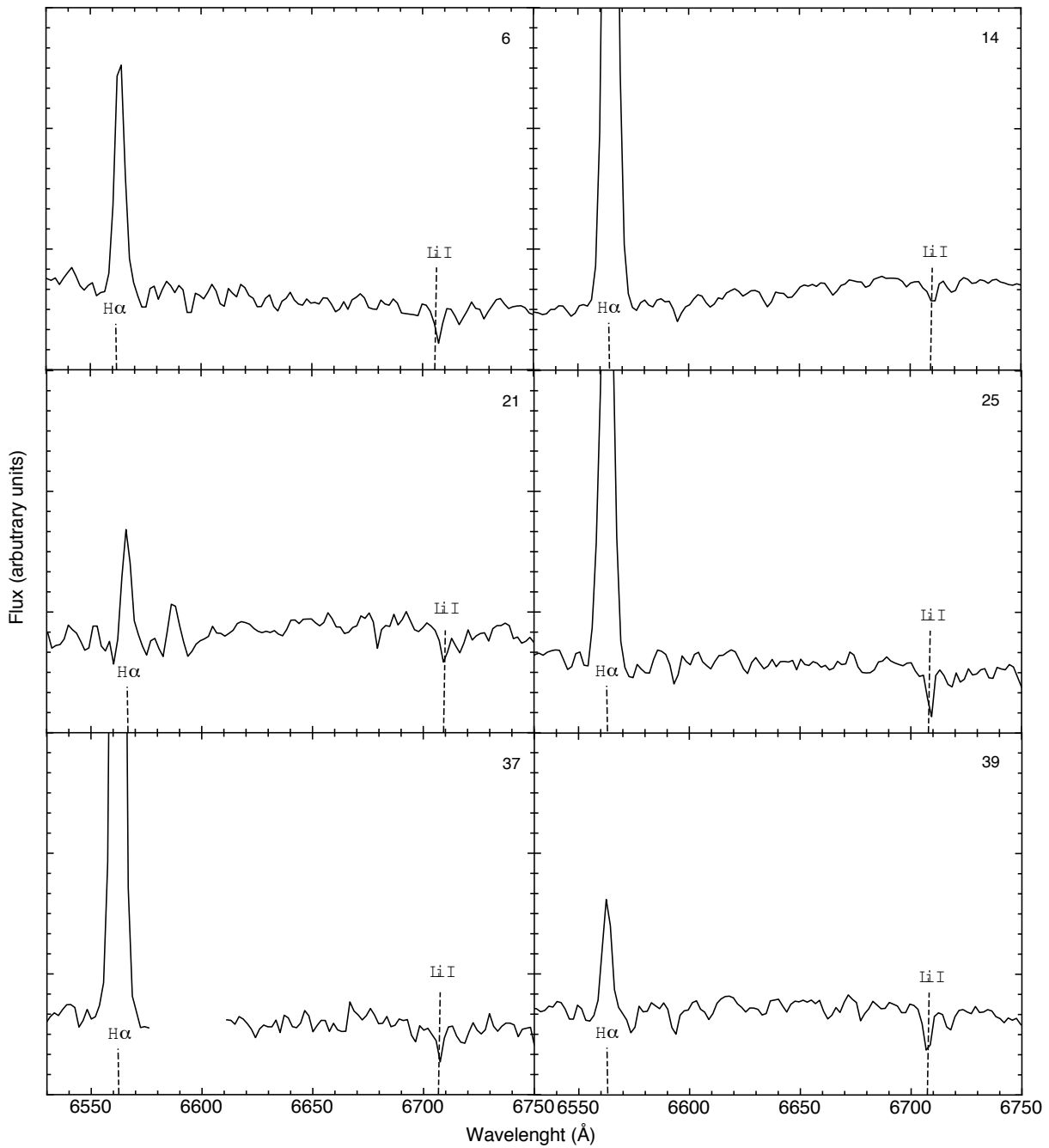


Figura 3.1: Exemplos de cortes dos espectros observados cobrindo a região entre 6530 e 6750 Å, onde a linha H $\alpha$  e do lítio em 6708 Å podem ser vistas. O fluxo é mostrado numa mesma escala em todos os painéis, ressaltando a diferença de intensidade do H $\alpha$  em diferentes objetos. No caso da estrela No. 37 há uma seção em branco no espectro que corresponde a um dos *gaps* entre os CCDs do GMOS, ainda assim foi possível detectarmos claramente as linhas de interesse.

no seu espectro. A linha  $H\alpha$  em emissão é esperada tanto em estrelas jovens de baixa massa, como de massa intermediária e, portanto, é necessário investigar em maior detalhe a natureza desses candidatos.

Adicionalmente, consideramos como candidatos outros 9 objetos que não apresentaram as características espectrais acima, porém foram detectados como fontes de raios-X e/ou identificados previamente por outros autores (Herbst et al., 1978; Shevchenko et al., 1999) como objetos brilhantes associados a Sh 2-296.

Temos então, no total, 58 candidatas a estrelas de PSP identificadas dentre a amostra de 83 espectros observados com o GMOS. Os objetos restantes serão considerados daqui em diante como prováveis estrelas de campo e usados para comparação com os candidatos a membros da população jovem de CMa R1.

Nas próximas seções, apresentamos as abordagens tomadas na caracterização das estrelas selecionadas.

### 3.2 Determinação de tipos espectrais

Os tipos espectrais foram obtidos a partir da comparação entre os espectros por nós observados e espectros de estrelas padrão que selecionamos em bibliotecas de espectros.

Para realizar essa comparação, escolhemos primeiramente a biblioteca STELIB (Le Borgne et al., 2003), que contém 249 espectros cobrindo uma faixa de 3200 a 9500 Å. Porém, a grade de tipos espectrais disponíveis nessa biblioteca não chega a estrelas de massa muito baixa (tipos M3 a M6), que compõem grande parte da nossa amostra.

Então, selecionamos também a biblioteca *M Dwarf and Giant Spectral Standards* (disponível em: [www.astro.caltech.edu/~kelle/M\\_standards](http://www.astro.caltech.edu/~kelle/M_standards)), que abrange os espectros de estrelas do tipo M0.5 a M9, completando assim a grade de espectros padrão, apresentada na Figura 3.2.

Seguindo a metodologia apresentada por Mortier et al. (2011), o fluxo dos espectros da candidata e da biblioteca foi “escalonado” de acordo com o seu valor em 6500 Å e realizamos a inspeção visual tentando identificar os espectros padrão que mais se assemelham aos da amostra.

Depois de selecionarmos uma faixa de possíveis tipos espectrais, realizamos um ajuste simples, restrito à região da banda de TiO entre 7050 e 7150 Å, a qual é uma característica

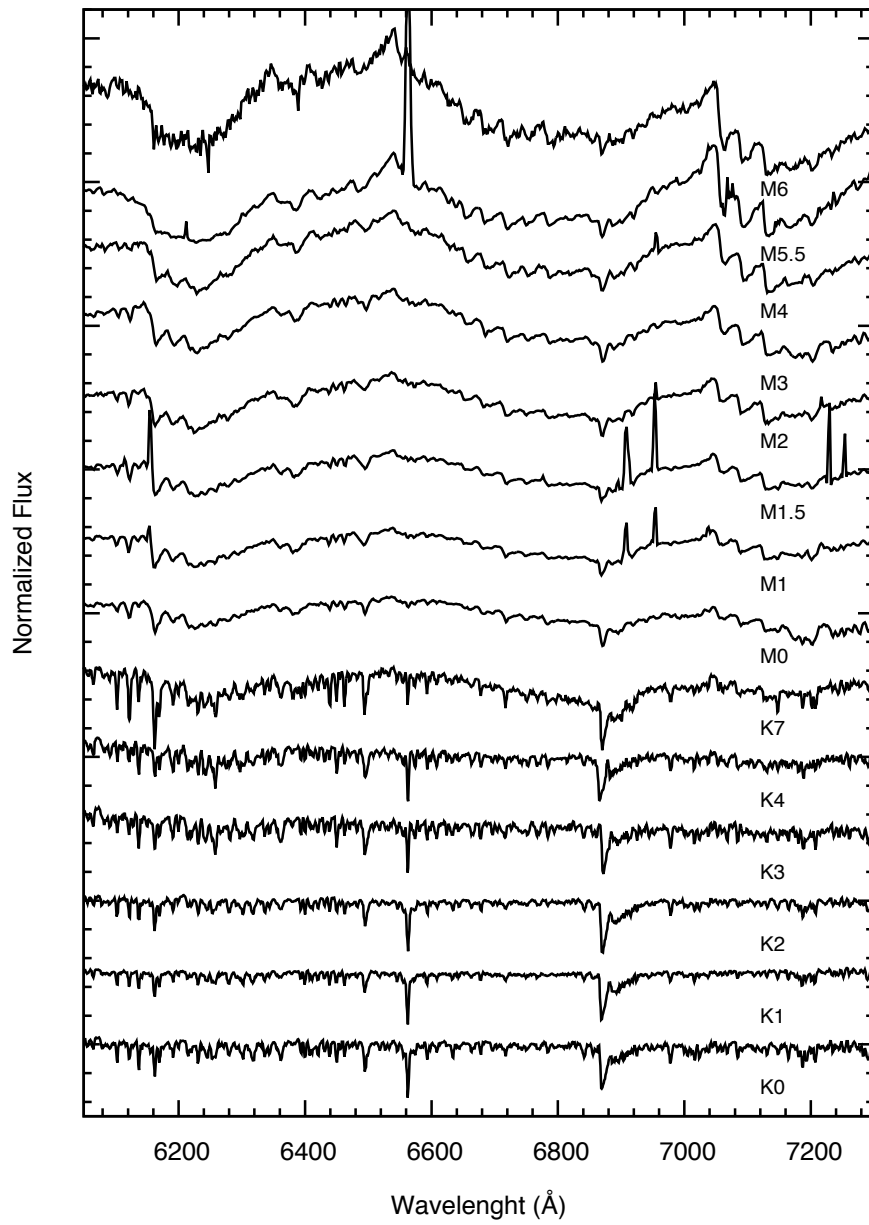


Figura 3.2: Grade de *templates* de tipos espectrais compilados das bibliotecas STELIB e *M Dwarf and Giant Spectral Standards*.

Tabela 3.1 - Relação tipo espectral *vs.* temperatura efetiva, compilada dos modelos de Siess et al. (2000) e da escala de temperaturas efetivas em função do tipo espectral de Luhman et al. (2003).

Sp.Type	$T_{eff}(K)$	Sp.Type	$T_{eff}(K)$
K0	5334	M0	4008
K1	5190	M1	3705
K2	5047	M1.5	3630
K3	4873	M2	3560
K4	4698	M3	3415
K5	4493	M4	3270
K7	4147	M5	3060
K7/M0	4078	M6	2990

presente em estrelas de tipo K e M. Determinamos o melhor ajuste de tipo espectral como aquele que resultou na menor distância entre o espectro observado e o da biblioteca. Para isso, realizamos uma interpolação linear em pequenos trechos dos dois espectros a serem comparados. Calculamos então um valor médio da distância quadrática, da forma:

$$d^2 = \frac{\sum_{i=1}^N (x_i - f_i)^2}{N}$$

onde  $x_i$  é o valor interpolado para o espectro observado,  $f_i$  o valor para o espectro da biblioteca e  $N$  é o número total de pontos na interpolação.

A distância média para a estrela No. 7, por exemplo, quando calculada para 1 tipo espectral acima ou abaixo do melhor ajuste é maior em  $\sim 38\%$ . Para uma mudança de 2 tipos espectrais a diferença para o melhor ajuste aumenta para  $\sim 87\%$ . Consideramos então, que o nosso método resulta numa incerteza de 1 tipo espectral.

Na Figura 3.4 apresentamos um conjunto dos espectros observados representando a faixa de tipos espectrais encontrados na nossa amostra.

Para estimar as temperaturas efetivas, nós compilamos uma escala de temperaturas efetivas em função do tipo espectral, a partir da relação proposta por Luhman et al. (2003) e dos modelos de Siess et al. (2000). A escala de temperaturas final adotada é apresentada na Tabela 3.1.

Bayo et al. (2011) mostram uma comparação entre diferentes escalas de temperatura, incluindo a de Luhman et al. (2003). Observamos diferenças entre as escalas de cerca de 250 K, o que causaria erros maiores que os deduzidos de nossas determinações de tipo espectral. Assim, assumimos 250 K como a incerteza média para as temperaturas efetivas, devido a incertezas na relação tipo espectral *vs.* temperatura.

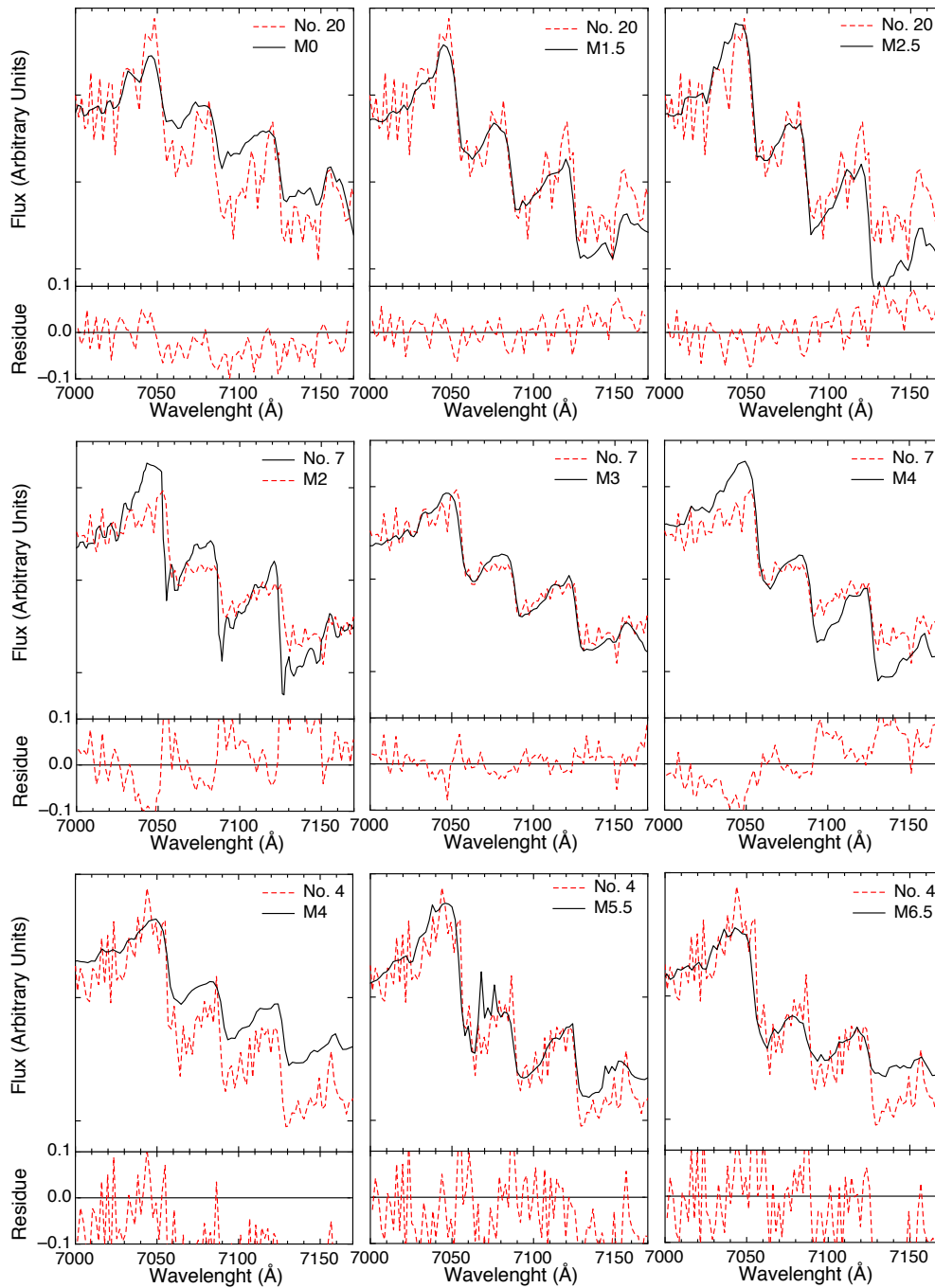


Figura 3.3: Exemplo da classificação espectral usando a banda de TiO entre 7050 e 7150 Å para três estrelas de nossa amostra com tipos espectrais estimados como M1.5, M3 e M5.5 (de cima para baixo). O espectro da estrela (linha vermelha tracejada) é sobreposto do espectro da biblioteca para comparação (linha preta). O tipo espectral que resultou no melhor ajuste é mostrado nos painéis da coluna central. Mostramos também nos painéis à direita e à esquerda uma comparação com espectros de estrelas com menor e maior temperatura, respectivamente. Para cada estrela, em um painel inferior, mostramos a diferença calculada (linha vermelha tracejada) entre o espectro observado e os espectros de biblioteca.



### 3.3 Classificação de estrelas T Tauri com base na emissão $H\alpha$

Como mencionamos no Cap. 1, estrelas dos tipos CTT e WTT podem ter idades similares, porém possuem estruturas circum-estelares com diferentes características. Enquanto se acredita que CTTs estão sofrendo um processo de acreção ativo responsável pela emissão  $H\alpha$ , em WTTs a emissão  $H\alpha$  seria devida somente à atividade cromosférica da estrela e é geralmente menos intensa.

A intensidade da linha  $H\alpha$  pode ser, então, usada para distinguir entre esses dois tipos de estrela T Tauri. Para isso, aplicamos dois critérios distintos que relacionam a largura equivalente da linha  $H\alpha$  com o tipo espectral dos objetos.

White & Basri (2003) propõem uma forma empírica para diferenciar essas classes de objetos, sendo que estrelas do tipo CTT apresentam as seguintes relações entre tipo espectral e largura equivalente da linha  $H\alpha$  (daqui para frente abreviada como  $W(H\alpha)$ ):

- Tipo espectral de K0 a K5 com  $W(H\alpha) > 3 \text{ \AA}$ ;
- Tipo espectral de K7 a M2.5 com  $W(H\alpha) > 10 \text{ \AA}$ ;
- Tipo espectral de M3 a M5.5 com  $W(H\alpha) > 20 \text{ \AA}$ ; e
- Tipo espectral de M6 a M7.5 com  $W(H\alpha) > 40 \text{ \AA}$ .

Estrelas T Tauri que se encontram abaixo desses limites são consideradas WTT.

Um critério similar é proposto por Barrado y Navascués & Martín (2003), considerando o limite máximo do fluxo de emissão  $H\alpha$  para objetos encontrados em aglomerados estelares jovens. Esse limite superior é indicado como uma linha pontilhada na Figura 3.5, na qual apresentamos  $W(H\alpha)$  em função da temperatura efetiva para nossa amostra.

Na Figura 3.5, os objetos que seriam classificados como CTT pelo critério de White & Basri (2003) estão ressaltados (quadrados azuis), com isso podemos notar que para a maior parte de nossa amostra os dois critérios foram equivalentes. Incluímos também nessa análise as candidatas adicionais, para as quais não foi detectada a linha do Li I mas que apresentam  $H\alpha$  em emissão e tipo espectral tardio (símbolos em forma de  $\times$ ).

Aplicando os critérios acima, identificamos 7 CTTs e 34 WTTs entre as 41 candidatas a estrelas T Tauri selecionadas de acordo com suas características espectrais (ver Sec. 3.1). Dos outros 5 objetos com tipo espectral tardio e emissão  $H\alpha$ , os critérios indicam que

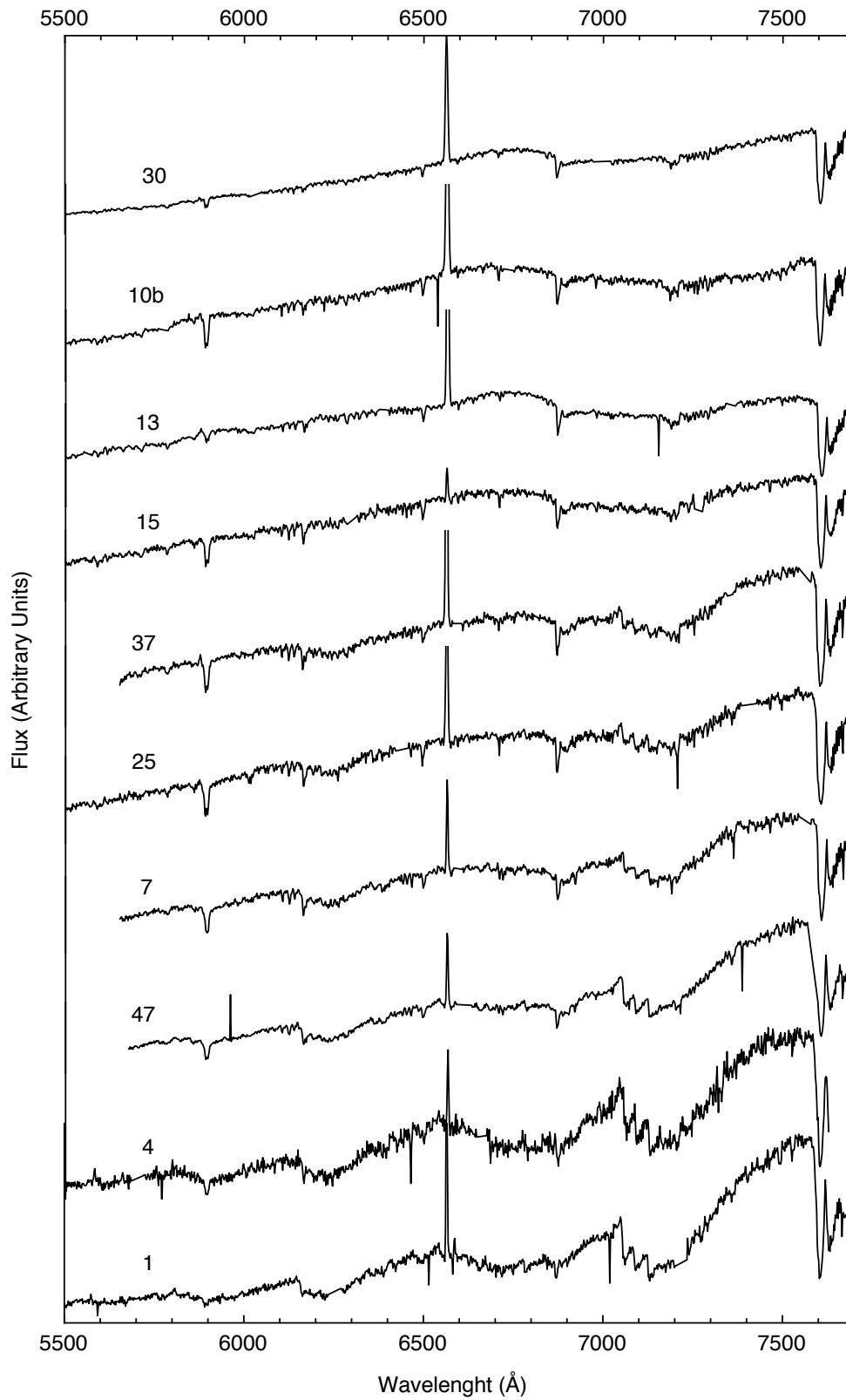


Figura 3.4: Exemplos dos espectros observados para as estrelas jovens identificadas em nossa amostra, variando de K1 no topo a M6 na base.

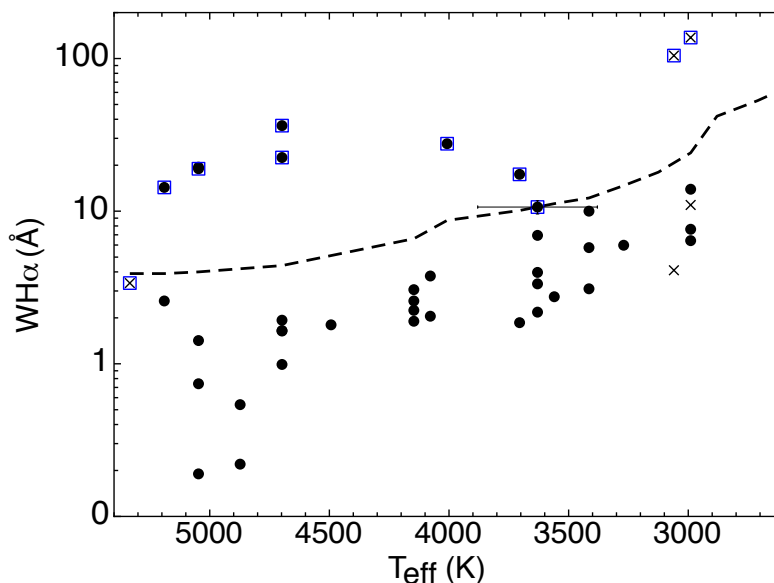


Figura 3.5: Largura equivalente da linha  $H\alpha$ , em função da temperatura efetiva da estrela. A linha tracejada representa o limite de atividade encontrado em aglomerados de estrelas jovens, objetos acima desse limite deve ser CTTs de acordo Barrado y Navascués & Martín (2003). Estrelas também classificadas como CTT de acordo com o critério empírico de White & Basri (2003) são destacadas por quadrados azuis. As candidatas adicionais são representadas por  $\times$ . Valores típicos de barras erro são ilustrados para uma estrela na interface entre CTT e WTT, a incerteza na largura da linha é da ordem do tamanho dos pontos.

corresponderiam a 3 prováveis CTTs e 2 prováveis WTTs. Esse resultado é plausível para o caso das CTT, nas quais a ausência da linha de Li poderia estar ligada a um possível velamento. Para as prováveis WTT, a ausência de Li não está clara, já que os indícios de acreção não aparecem e o velamento não deve ocorrer. A natureza dessas estrelas permanece a ser confirmada.

### 3.4 Indícios de juventude partir da abundância de Li

Além de a presença de lítio no espectro estelar ser um valioso indicador de juventude, a largura equivalente da linha do Li I (daqui para frente abreviada como  $W(\text{Li})$ ) está diretamente ligada com a abundância de lítio na estrela (em função da sua massa e temperatura) e pode ser usada como uma estimativa de idade (vide Sec. 1.1).

Observa-se claramente que a abundância de lítio decresce com a idade quando se comparam grupos de estrelas em diferentes estágios evolutivos. Comparamos, como mostrado na Figura 3.6, os valores de  $W(\text{Li})$  medidos em nossa amostra com outros dois grupos de estrelas jovens: o aglomerado L1641, para o qual Fang et al. (2013) determinaram uma

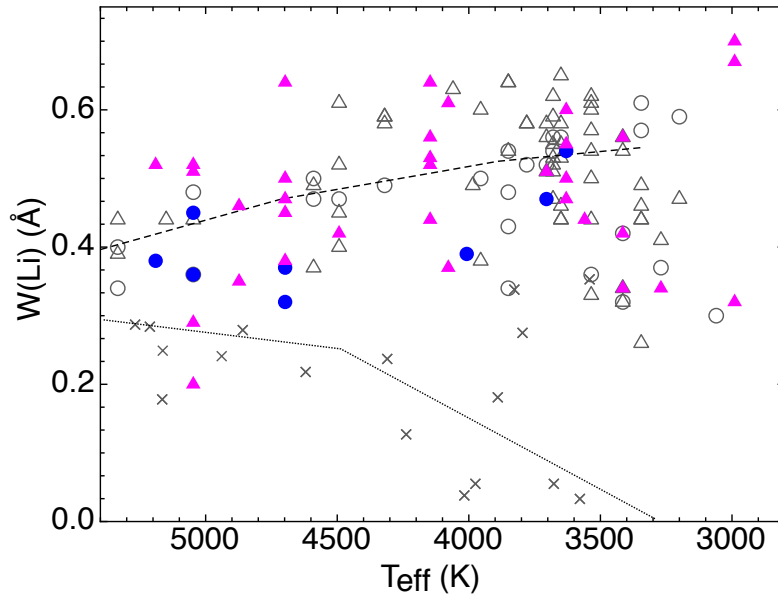


Figura 3.6: Largura equivalente de linha de Li em função da temperatura efetiva da estrela. Círculos preenchidos em azul e triângulos preenchidos em magenta representam CTT e WTTs em nossa amostra, respectivamente, enquanto símbolos vazios representam CTT e WTTs no aglomerado L1641 para o qual Fang et al. (2013) estimaram uma idade média de  $1,5 \times 10^6$  anos (linha tracejada). Cruzes indicam os objetos da Associação Tucanae-Horologium, que têm uma idade média de  $27 \times 10^6$  anos (Mentuch et al., 2008) representada pela linha pontilhada.

idade de  $1,5 \times 10^6$  anos e a Associação Tucanae-Horologium com uma idade estimada de  $27 \pm 11 \times 10^6$  anos (Mentuch et al., 2008).

Notamos que a distribuição de  $W(\text{Li})$  em nossa amostra é muito similar àquela observada na população do aglomerado L1641, indicando que os objetos em Sh 2-296 devem também apresentar uma idade próxima a  $1 \times 10^6$  anos. No entanto, uma grande dispersão de valores  $W(\text{Li})$  é observada. Isso pode estar relacionado com diferentes idades entre as estrelas da PSP em nossa amostra, mas está mais provavelmente ligado a outros fatores, como taxas de rotação diferentes ou a história de acreção dos objetos (da Silva et al., 2009; Baraffe & Chabrier, 2010).

Como observado para a amostra em Tucanae-Horologium na Figura 3.6, a depleção de lítio parece ser sensível à massa em grupos mais velhos, uma vez que há um declínio na abundância de lítio para tipos espectrais tardios (e. g., Mentuch et al., 2008; da Silva et al., 2009; Murphy et al., 2013), o que não é observado em nossa amostra, nem em L1641.

## Caracterização da amostra a partir de dados fotométricos

Além da espectroscopia óptica, avaliamos também dados fotométricos no infravermelho próximo e médio para auxiliar na classificação das candidatas a estrelas da PSP. A caracterização no infravermelho apresentada neste capítulo se baseia em diagramas cor-cor (Sec. 4.1.1) e cor-magnitude (Sec. 4.2) que nos permitem avaliar massas e idades além do estágio evolutivo, indicado pelo excesso de emissão no infravermelho, o qual também buscamos identificar a partir do ajuste de SEDs (Sec. 4.1.2) usando um código baseado em algoritmos genéticos.

### 4.1 Características circum-estelares

O excesso no infravermelho detectado em objetos jovens é indicativo da emissão por poeira devido à presença de um disco ou envoltório circum-estelar. Nesta seção buscamos identificar as estrelas em nossa amostra que apresentam esse excesso, usando diagramas cor-cor no infravermelho próximo e médio. Além disso, fazemos uma estimativa da emissão circum-estelar a partir da construção de SEDs.

#### 4.1.1 Diagramas cor-cor

Na Figura 4.1 mostramos o diagrama cor-cor J-H *vs.* H-K para objetos da nossa amostra com dados 2MASS e curvas teóricas representando a sequência principal e estrelas gigantes.

Nesse diagrama, a linha pontilhada indica o *locus* das T Tauri definido por Meyer et al. (1997), acima da qual esperamos encontrar estrelas do tipo CTT. As linhas tracejadas representam os vetores de avermelhamento, seguindo a lei de extinção de Cardelli et al.

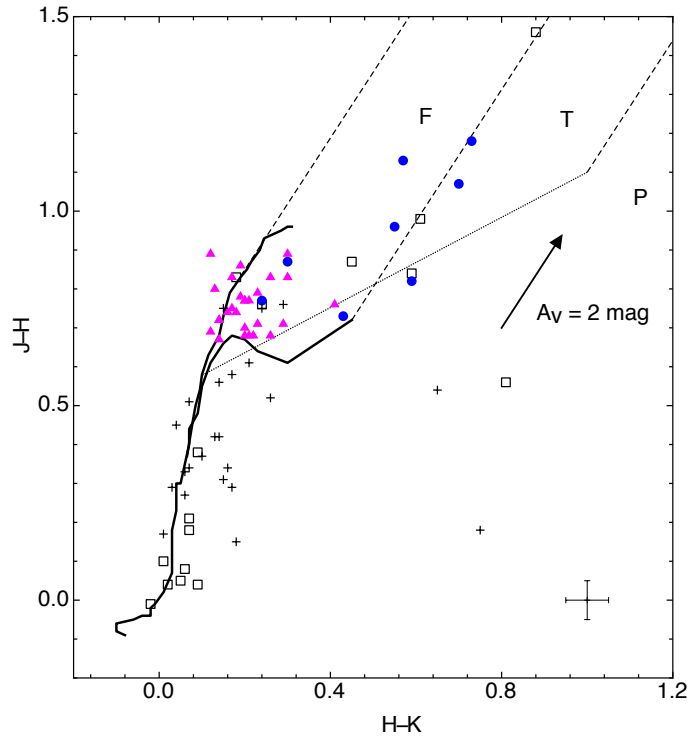


Figura 4.1: Diagrama cor-cor para nossa amostra. CTTs e WTTs são respectivamente representadas por círculos e triângulos preenchidos. Quadrados abertos mostram candidatas ainda não classificadas e cruces indicam os objetos que provavelmente são estrelas de campo. O *locus* para a Sequência-Principal e gigantes (curvas sólidas) são dadas pelos modelos de Siess et al. (2000) e por Bessell & Brett (1988). Estrelas T Tauri são normalmente encontradas acima da linha pontilhada (Meyer et al., 1997). Valores típicos de barras erro são ilustrados no canto inferior direito.

(1989) com  $R_V = 3,1$ .

Seguindo José et al. (2011), usamos 3 regiões (F, T e P) no diagrama para classificar os objetos:

- A região F é limitada pelos vetores de avermelhamento para estrelas de sequência principal, nela distribuem-se estrelas de campo avermelhadas e estrelas jovens com pouco ou nenhum excesso de emissão no infravermelho próximo. Nessa região esperamos encontrar geralmente WTTs.
- Os objetos localizados à direita da região F mostram excesso (H-K). Na região T esperamos, então, encontrar na sua maioria CTTs.
- Na região P, provavelmente se encontram os objetos mais embebidos e com um alto excesso no infravermelho.

Podemos notar, que nossa amostra segue uma distribuição na Figura 4.1 de acordo

com o esperado. Enquanto as estrelas de campo seguem a tendência da curva da sequência principal, a maioria das WTTs identificadas em nossa amostra cai na região esperada para estrelas da PSP com baixo excesso no infravermelho próximo.

Já a maior parte dos objetos identificados como CTT apresentam excesso (H-K), o que é consistente com a sua classificação, uma vez que é indicativo da presença de material circum-estelar.

As prováveis estrelas de campo estão distribuídas ao longo da ZAMS, não mostrando nenhum indício de excesso (H-K), confirmando que não devem fazer parte da população jovem de Sh 2-296.

Entre as candidatas a estrelas da PSP (quadrados na Figura 4.1), encontram-se tanto aquelas que são prováveis contrapartidas de fontes de raios-X e/ou objetos brilhantes (estrelas de tipo B associadas a Sh 2-296) identificados previamente por outros autores, quanto as candidatas selecionadas por apresentar emissão  $H\alpha$ . As estrelas de tipo B seguem o comportamento esperado, distribuídas na parte inferior da curva da Sequência-Principal no diagrama. Já entre as candidatas com emissão  $H\alpha$ , vemos que 5 apresentam excesso (H-K), o que fortalece a ideia de que seriam estrelas jovens.

Nos diagramas H-K *vs.* K-[3.4] e H-K *vs.* K-[4.6], na Figura 4.2, combinamos dados obtidos dos catálogos 2MASS e WISE. Assim como no diagrama cor-cor com construído a partir de dados 2MASS, a localização de objetos à direita do vetor de avermelhamento é um indício de excesso no infravermelho médio. A linha limite usada na Figura 4.2 foi adotada a partir da mesma lei de extinção dada por Flaherty et al. (2007) para as bandas IRAC 1 e 2 (3,6 e 4,5  $\mu\text{m}$ , respectivamente). Como as diferenças entre esses comprimentos de onda e as bandas WISE W1 (3,4  $\mu\text{m}$ ) e W2 (4,6  $\mu\text{m}$ ) são mínimas, elas podem ser ignoradas (Scholz et al., 2013).

Destacamos também nos diagramas da Figura 4.2 duas regiões onde Cusano et al. (2011) localizaram uma concentração de YSOs identificados no seu estudo da região de formação estelar Sh 2-284. Comparando com a nossa amostra, vemos que estas regiões coincidem com a localização das estrelas que classificamos como CTTs. Notamos também a presença de 2 WTT da nossa amostra nessa região, o que mostra que a estrutura circum-estelar pode estar presente nesses objetos, porém provavelmente em um disco grande abertura central, o que levaria a um excesso de emissão maior no infravermelho distante.

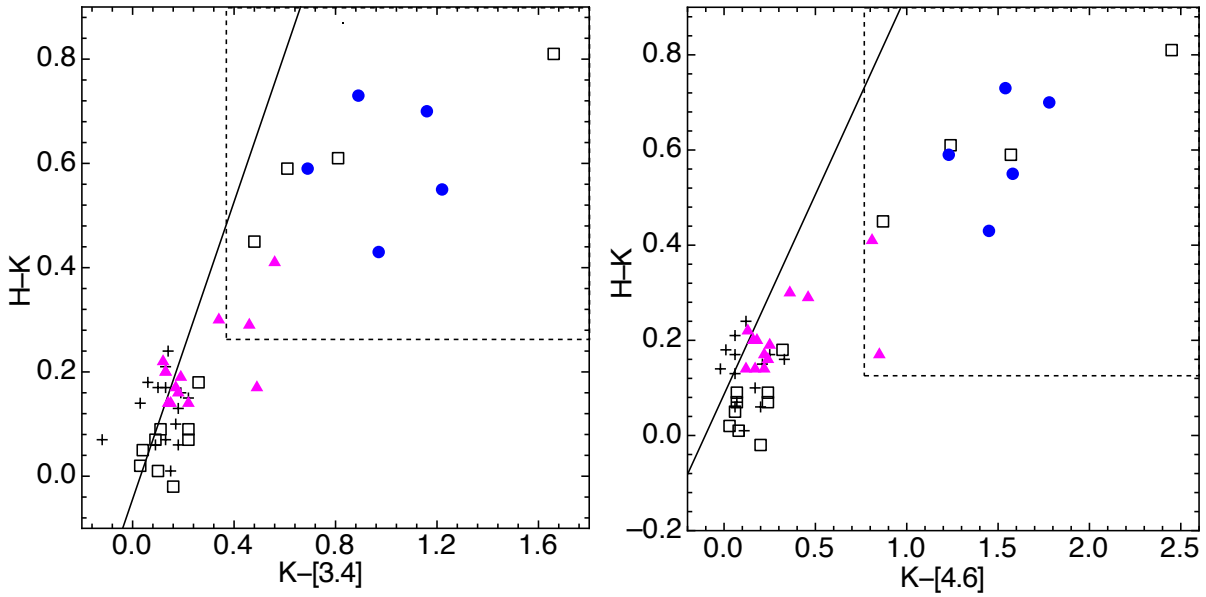


Figura 4.2: Diagramas cor-cor combinando magnitudes 2MASS e WISE. A linha cheia corresponde à lei extinção proposta por Flaherty et al. (2007). CTTs e WTTs são respectivamente representados por círculos e triângulos preenchidos. Quadrados abertos mostram os candidatos a estrelas da PSP e cruzes indicam os objetos que são prováveis estrelas de campo. As linhas tracejadas delimitam a região ocupada por YSOs na amostra de Cusano et al. (2011) e coincidem com a localização dos objetos na nossa amostra que classificamos como CTTs.

#### 4.1.2 Distribuição Espectral de Energia

Com o objetivo de estimar a possível emissão circum-estelar em nossa amostra, adotamos um modelo de disco para representar a SED dos objetos para os quais encontramos disponíveis os dados no infravermelho próximo (2MASS) e médio (WISE).

Nas SEDs esperamos notar, além da emissão estelar, a emissão proveniente de diferentes componentes do disco que contribuem para o fluxo total emitido. O fluxo circum-estelar pode ser expresso como uma fração do fluxo observado integrado, definido por  $f_c = (F_{total} - F_{star})/F_{total}$ .

Obtivemos ajustes das SEDs de 34 objetos utilizando o código GADisk com base em algoritmos genéticos, desenvolvido por Hetem & Gregorio-Hetem (2007) para otimizar a estimativa de parâmetros. GADisk baseia-se na configuração de disco *flared* sugerida por Dullemond et al. (2001) para um disco circum-estelar irradiado passivamente e com uma cavidade interior.

Na Figura 4.3 mostramos um exemplo de reprodução sintética das SEDs observadas. Três curvas calculadas pelo GADisk ilustram a variação esperada na estimativa de fluxo



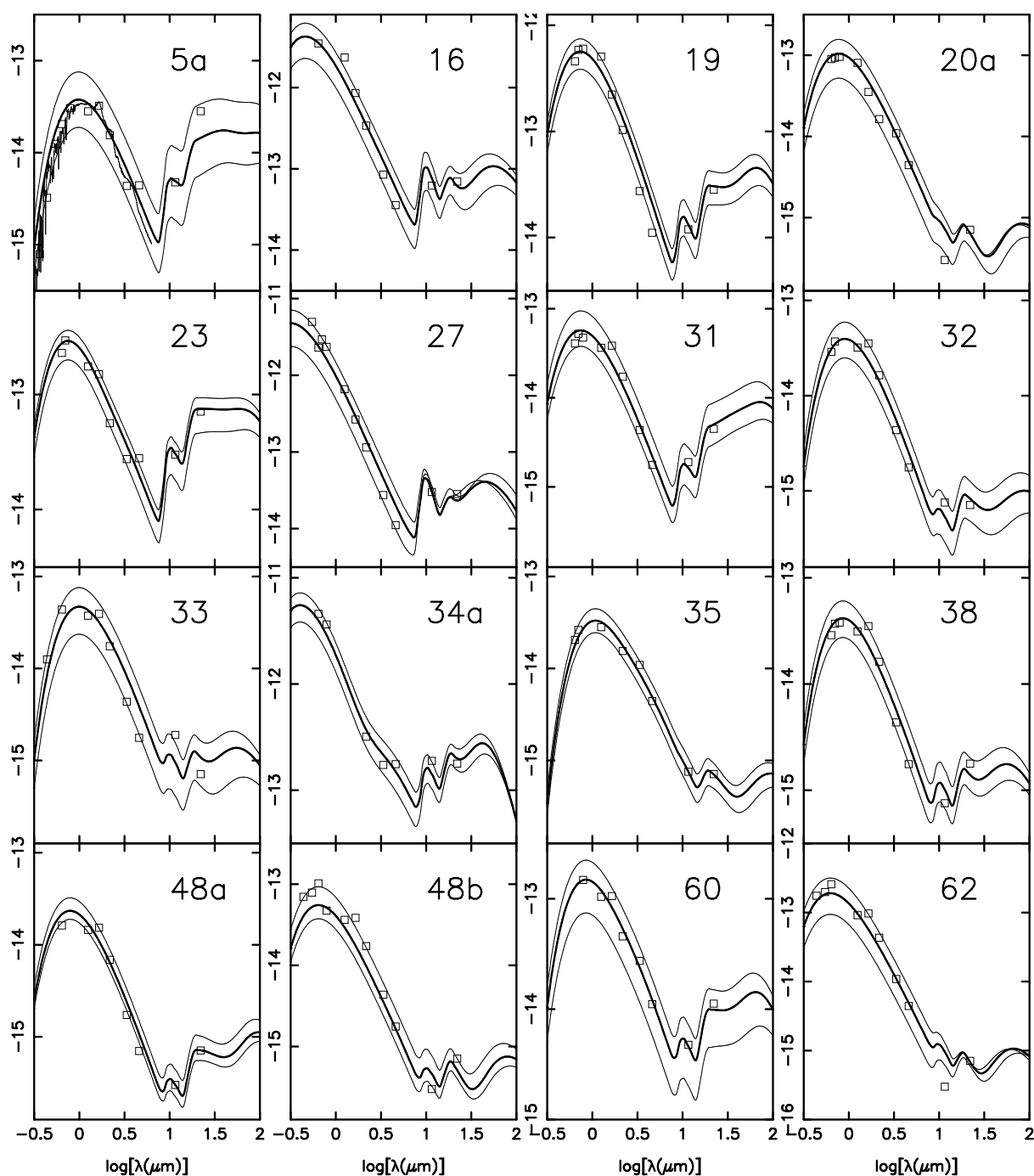


Figura 4.3: Distribuição espectral de energia de alguns exemplos de estrelas da PSP em nossa amostra. Os quadrados abertos representam o logaritmo do fluxo desvermelhado em cada banda em unidades de  $\text{Watt m}^{-2}$ . As linhas contínuas representam a SED do modelo ajustado pelo GADisk.

integrado, onde a linha mais grossa indica o melhor ajuste. No caso da fonte No. 5a, por exemplo, a fração da emissão circum-estelar  $f_c$  é de 45.9% com níveis máximo e mínimo variando de 43 a 47%, que é tipicamente a dispersão encontrada em nossa amostra, levando-nos a adotar um erro de 6% nas estimativas de  $f_c$ .

Para comparação, a Figura 4.3 também mostra um exemplo da emissão fotosférica calculada pelo modelo de Kurucz, adotando a temperatura mais próxima do melhor ajuste.

Alguns dos parâmetros que obtivemos a partir do ajuste das SEDs: temperatura da estrela ( $T_*$ ), extinção visual ( $A_{V_{sed}}$ ) e  $f_c$ , são dados na Tabela 5.1. Podemos usar esses resultados como uma confirmação independente da classificação espectral. Os valores estimados de temperatura coincidem com aqueles que determinamos a partir dos tipos espectrais com 98% de precisão, em média, enquanto os valores de  $A_{V_{sed}}$  e da extinção determinada a partir do excesso de cor (determinado na Sec. 4.2) têm em geral diferenças menores que 0,7 mag.

Emissão circum-estelar significativa ( $f_c > 10\%$ ) é encontrada para 14 objetos: 1 HAe, 5 WTT e 8 CTT, a maioria deles mostrando excesso no infravermelho nos diagramas cor-cor das Figuras 4.1 e 4.2. Mesmo que o ajuste de SED não possa ter sido realizado para a amostra total (devido à falta de fotometria no infravermelho médio), podemos supor que esses objetos não detectados pelo WISE não mostram excesso no infravermelho significativo e nem emissão circum-estelar. Neste caso, sugerimos que entre a nossa amostra de 47 estrelas jovens (excluindo as estrelas da ZAMS), 70% podem ser considerados objetos sem discos.

## 4.2 Massas e Idades

Usando os dados 2MASS corrigidos de avermelhamento, construímos o diagrama cor-magnitude  $J_o$  vs.  $(J - H)_o$  (Figura 4.4) com isócronas que variam de  $0,1 \times 10^6$  anos até a ZAMS dos modelos de Siess et al. (2000).

Determinações de distância para esta região (Shevchenko et al., 1999; Gregorio-Hetem et al., 2009; Lombardi et al., 2011) convergem para um valor de  $1000 \pm 150$  pc, que vamos adotar para o cálculo das magnitudes absolutas.

Para determinar a extinção, calculamos o excesso de cor  $E(J-H) = [J-H]_{obs} - [J-H]_o$ , usando as cores intrínsecas estimadas a partir dos tipos espectrais e os dados obtidos do

catálogo 2MASS. A extinção foi calculada pela expressão dada por Fang et al. (2013):  $A_K = E(J - H)/0,95$  e adotamos um valor normal para a razão entre a extinção total e seletiva ( $R_V=3,1$ ), uma vez que a região de CMa R1 parece seguir uma lei de extinção normal (Lombardi et al., 2011).

No caso dos objetos para os quais não determinamos tipos espectrais, adotamos como extinção visual o valor resultante do ajuste da SED (nos casos em que foi feito o ajuste) ou um valor médio de  $A_V = 1$  para a região de CMa R1 (Gregorio-Hetem et al., 2009; Lombardi et al., 2011).

Definindo intervalos de acordo com a separação entre as isócronas e trajetórias evolutivas, podemos avaliar a distribuição de idades e massas, respectivamente, em nossa amostra. A maioria das nossas estrelas da PSP se concentra no intervalo de idades entre  $0,1$  e  $5 \times 10^6$  anos. Este resultado está de acordo com aqueles obtidos a partir de medições da linha de lítio e também com as idades determinadas por Gregorio-Hetem et al. (2009) para os objetos próximos de Z CMa e por Soares & Bica (2003) para o grupo de estrelas associadas à nuvem BRC 27. Somente 16% das candidatas se encontram no intervalo entre  $5$  e  $10 \times 10^6$  anos e 1 objeto parece ter uma idade superior a  $10 \times 10^6$  anos.

O diagrama cor-magnitude mostra também que a maioria das estrelas que identificamos como sendo da PSP tem menos de  $1 M_\odot$ , enquanto uma fração significativa (29%) está dentro da faixa de  $1$  a  $2 M_\odot$ , consistente com as massas esperadas para estrelas do tipo T Tauri. Somente cinco candidatas tem mais de  $4 M_\odot$ , as mesmas que já haviam sido previamente identificadas na literatura como estrelas de tipo B. A distribuição de massas e idades dos objetos está representada nos histogramas da Figura 4.5.

Os objetos que consideramos como prováveis estrelas de campo são encontrados perto da Sequência-Principal (idades  $> 20$  Myr) ou estão localizados abaixo dessa linha o que indica que realmente não estão associados à nebulosa.

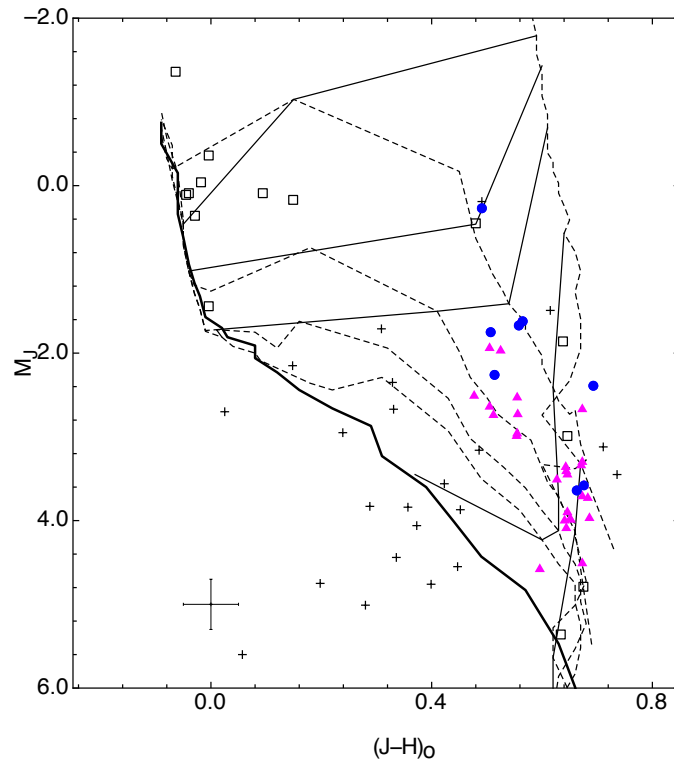


Figura 4.4: Diagrama cor-magnitude para estrelas em nossa amostra. CTTs e WTTs são respectivamente representadas por círculos e triângulos preenchidos. Quadrados abertos mostram candidatas ainda não classificadas e cruzeiros indicam os objetos que provavelmente são estrelas de campo. Linhas tracejadas representam isócronas teóricas de  $0,1, 1, 5, 10$  e  $15 \times 10^6$  anos (da direita para a esquerda) e a linha espessa indica a ZAMS (Siess et al., 2000). As linhas finas representam trajetórias evolutivas para estrelas de  $0,1, 1, 2, 3$  e  $4 M_{\odot}$  (de baixo para cima). Valores típicos de barras erro são ilustrados no canto inferior esquerdo.

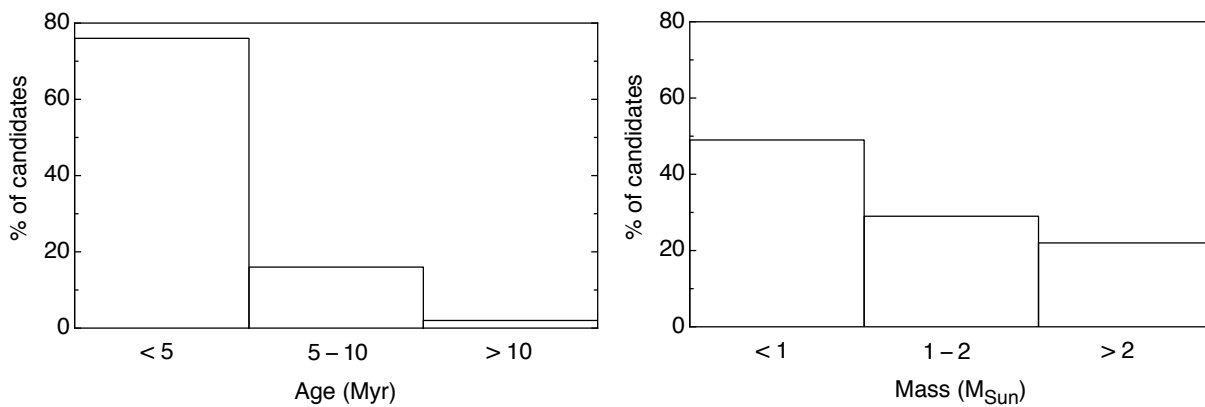


Figura 4.5: Distribuição de idades e massas para candidatas a estrelas da PSP.

## Discussão dos resultados

Este capítulo é dedicado à compilação de todos os resultados que permitiram caracterizar a amostra estudada no presente trabalho, cuja classificação final é mostrada na Tabela 5.1. Em particular, descrevemos com mais detalhes as características que revelaram, ou pelo menos indicaram qual é a natureza mais provável das estrelas que foram incluídas na amostra como candidatas (Sec. 5.1). Como parte complementar do estudo, no final do capítulo apresentamos uma discussão da distribuição espacial de nossa amostra e sua relação com a distribuição de densidade de CMa R1 (Sec. 5.2).

### *5.1 Confirmação da natureza das candidatas*

Com a inspeção das características fotométricas a partir dos diagramas cor-cor e cor-magnitude e das SEDs, avaliamos a natureza dos objetos que não puderam ser classificados como estrelas da PSP somente pelas características espectrais. Nessa seção, discutimos a classificação adotada para alguns desses objetos.

- Estrelas T Tauri

O objeto No. 25 está localizado na interface entre WTTs e CTTs de acordo com ambos os critérios apresentados no Cap. 3.3. No entanto, as suas características no infravermelho sugerem que esta estrela é mais provavelmente uma WTT.

As candidatas No. 18 e No. 9 têm cores infravermelhas consistentes com estrelas T Tauri, tipos espectrais tardios e intensa emissão  $H\alpha$ . A não-detecção da linha do Li nesses casos é provavelmente causada por velamento. Ambos objetos também foram identificados como candidatos a YSOs por Ogura et al. (2002) e, de acordo com os critérios apresentados na Seção 4.3, podem ser classificadas como CTTs.

Para a candidata No. 33, também não detectamos a linha do Li e a linha  $H\alpha$  apresenta um perfil combinando emissão e absorção, sugerindo variabilidade. Esse objeto está localizado na região F do diagrama cor-cor da Figura 4.1, indicando que pode ser tanto uma estrela avermelhada da Sequência-Principal como uma estrela da PSP com pouco ou nenhum excesso no infravermelho próximo. Como sua posição no diagrama cor-magnitude da Figura 4.4, comparada com as isócronas, indica uma idade de  $\sim 1 \times 10^6$  anos, sugerimos que esse objeto seja uma provável estrela T Tauri.

O espectro da candidata No. 60 não nos permitiu determinar seu tipo espectral e nem medir a linha do Li, porém detectamos uma intensa emissão  $H\alpha$ . Esse objeto é contrapartida de uma fonte de emissão em raios-X e também mostra excesso no infravermelho nos diagramas das Figuras 4.1 e 4.2, principalmente em 3,4 and 4,6  $\mu\text{m}$ , e sua localização no diagrama cor-magnitude da Figura 4.4 sugere uma idade de  $\sim 1 \times 10^6$  anos e massa abaixo de  $2 M_{\odot}$ . Com isso, classificamos também esse objeto como uma provável estrela CTT.

- Estrelas de Massa Intermediária

No diagrama cor-magnitude da Figura 4.4 observamos claramente um grupo de objetos com massas acima de  $4 M_{\odot}$  e idades consistentes com a ZAMS.

Os objetos No. 10a, 16, 27, 34b, 40, 43, 45 e 61 estão associados a fontes de raios-X com emissão consistente com a de outras candidatas a estrelas PSP em nossa amostra. Todos esses objetos também já haviam sido previamente identificados como YSOs associados com CMa R1 por Herbst et al. (1978) e Shevchenko et al. (1999).

Rebull et al. (2013) também estudaram dois desses objetos (No. 34b e 40) como alguns dos candidatos a YSOs mais brilhantes na região de BRC 27, no entanto, sua análise das SEDs não conseguiu confirmar sua natureza jovem já que não identificaram excesso no infravermelho para o No. 40 e somente um possível excesso no caso do No. 34b. O objeto No. 34b não possui dados no catálogo WISE e portanto pudemos construir a SED apenas para o objeto No. 40, para o qual não observamos contribuição da emissão circum-estelar confirmando o resultado obtido por Rebull et al. (2013).

A candidata No. 19 apresenta emissão de raios-X compatível com outros objetos que identificamos como estrelas da PSP, porém não observamos para esse objeto emissão  $H\alpha$  nem excesso no infravermelho. O ajuste SED resultou em uma temperatura de 8000 K para esta estrela e sua posição sobre os diagramas cor-cor e cor-magnitude sugere que este

é um objeto da ZAMS não identificado nos trabalhos anteriores encontrados na literatura.

Uma outra candidata de massa intermediária é o objeto No. 34a. Ela apresenta emissão  $H\alpha$  em seu espectro e foi previamente identificada como uma estrela com linhas de emissão associada a BRC 27 por Ogura et al. (2002). Nossa inspeção da SED e dos diagramas cor-cor nas Figuras 4.1 e 4.2 mostram que este objeto tem um excesso no infravermelho provavelmente devido a uma componente circum-estelar e uma idade entre 1 e  $5 \times 10^6$  anos. Nós classificamos esse objeto como uma provável Herbig Ae.

- Prováveis estrelas de campo

Há duas outras candidatas em nossa amostra que apresentam emissão  $H\alpha$  para as quais não detectamos a linha do Li: No. 3 e 4. Nestes casos porém, não encontramos nenhuma outra confirmação da natureza jovem dos objetos ao avaliar suas propriedades fotométricas. Eles são mais provavelmente estrelas de campo e sem associação com Sh 2-296.

## 5.2 Distribuição Espacial

Apesar de nossa investigação neste trabalho ser restrita a uma pequena área da nebulosa Sh 2-296, cobrindo apenas parte do campo observado com o *XMM* próximo a Z CMa (ver Figura 2.1), podemos notar algumas tendências na distribuição espacial dos objetos estudados.

Na Figura 5.1 mostramos a distribuição das estrelas PSP identificadas em nossa amostra sobre o mapa de extinção em  $E(H-K)$  (Dobashi, 2011). Notamos uma clara tendência na localização das estrelas classificadas como CTTs, as quais estão concentradas numa região de cerca de  $0,1^\circ \times 0,1^\circ$  onde vemos um pico de extinção.

Encontramos uma maior concentração dos objetos jovens identificados nos campos GMOS localizados na borda da nebulosa, a região com maior densidade de gás e poeira, que coincide com um pico de emissão de  $^{12}\text{CO}$ . O campo CMaX 66, abrangendo a estrela Z CMa e o aglomerado VdB 92, contém 40% das estrelas da PSP reveladas no presente trabalho. Os outros dois campos estudados (CMaX 71 e CMaX 75), que também coincidem com a borda de Sh 2-296, apresentam cada um, 24% das estrelas jovens identificadas. Por outro lado, o campo CMaX 89 que se encontra ao lado leste da nebulosa, contém apenas 12%.

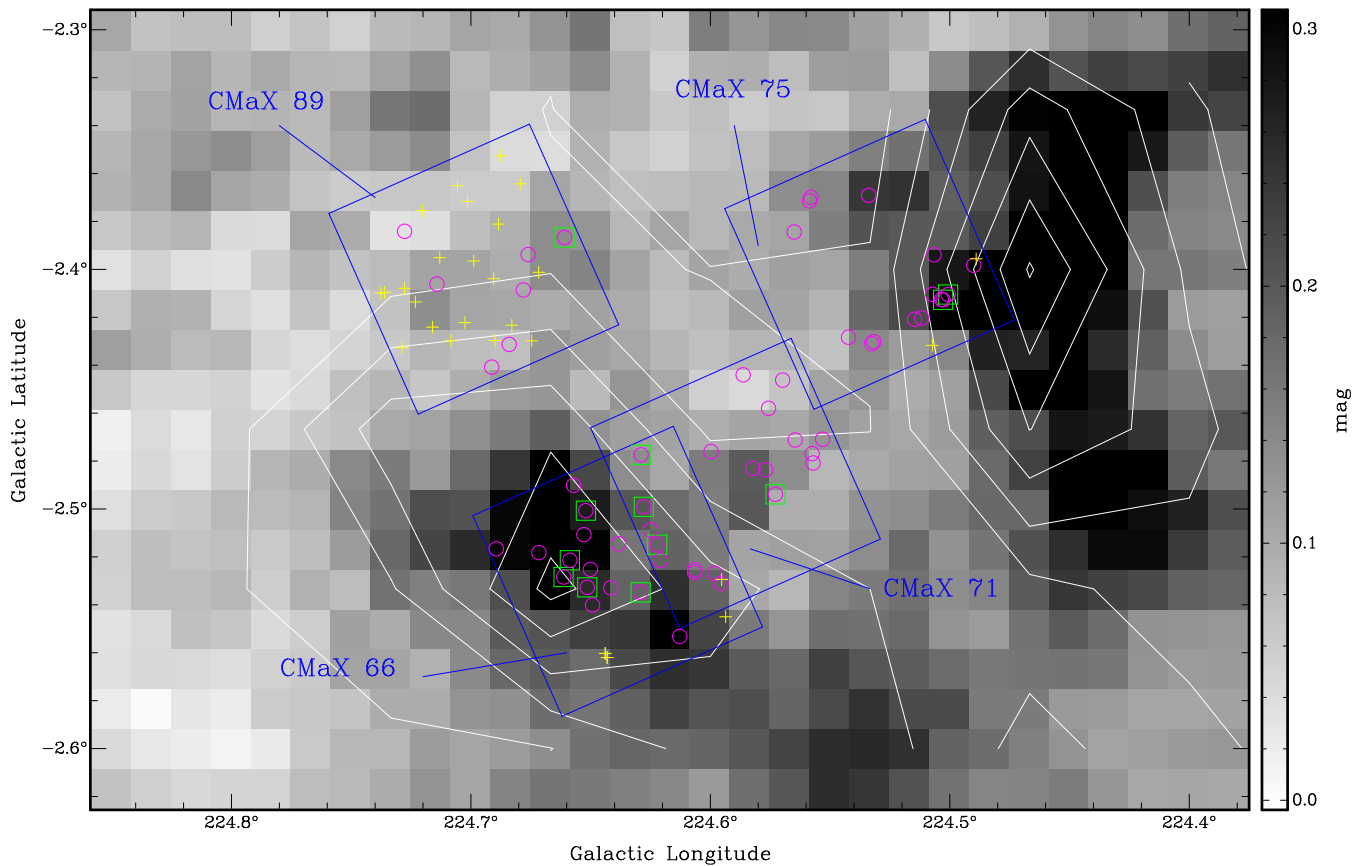


Figura 5.1: Mapa de extinção em  $E(H-K)$  extraído dos dados do catálogo 2MASS (Dobashi, 2011), sobreposto por contornos da emissão de  $^{12}\text{CO}$  (Mizuno & Fukui, 2004). Os objetos que identificamos como estrelas da PSP associadas com Sh 2-296 são indicados por círculos na cor magenta, entre essas estrelas, aquelas classificadas como CTTs são ressaltadas por quadrados verdes. As estrelas de campo são representadas por cruces na cor amarela. Os campos observados com o GMOS estão delimitados por contornos em azul.



As estrelas classificadas como WTTs e como ZAMS, no entanto, não parecem estar necessariamente relacionadas com estas regiões de maior densidade da nebulosa. Uma distribuição semelhante de estrelas PSP é encontrada, por exemplo, na região de formação estelar de Lupus, composta por quatro nuvens moleculares. Galli et al. (2013) avaliaram nessas nuvens a localização dos objetos jovens membros de um grupo comóvel, encontrando um resultado similar ao nosso: as estrelas identificadas como CTTs estão associadas com a emissão de  $^{12}\text{CO}$ , a qual traça as nuvens moleculares, enquanto na região chamada de *offcloud* encontram-se somente estrelas do tipo WTT.

Avaliando a idade das estrelas PSP que identificamos em Sh 2-296, estimada a partir da comparação com isócronas no diagrama cor-magnitude da Figura 4.4, não notamos uma tendência dos objetos encontrados na borda da nebulosa serem mais jovens do que no campo CMaX 89, que corresponderia à região *offcloud* do nosso caso.

*Tabela 5.1* - Lista de candidatas a estrelas jovens: Larguras equivalentes das linhas  $\text{H}\alpha$  e Li, tipos espectrais, extinção visual e temperatura efetiva deduzidos da análise espectroscópica, resultados obtidos a partir do melhor ajuste do modelo de SED e nossa classificação final. Na última coluna, indicamos estrelas que já haviam sido identificadas em outros trabalhos: Herbst et al. (1978) (HRW), Shevchenko et al. (1999) (SEI99), Ogura et al. (2002) (OSP2002), Chauhan et al. (2009) (CPO2009), Gregorio-Hetem et al. (2009) (CMaX).

ID	$F_X$ (0.7 cnt/ks)	$\text{WH}\alpha$ ( $\text{\AA}$ )	$\text{WLi}$ ( $\text{\AA}$ )	Sp. T.	$T_{eff}$ (K)	$A_V$ (mag)	$T_*$ (K)	$A_{VSED}$ (mag)	$f_c$ (%)	Class.	Refs.
1		-13.9	0.32	M6	2990					WTT	
3		-11.0		M6	2990					field	
4		-4.1		M5.5	3060	1.1				field	
5a	4.0	-2.2	0.55	M1.5	3630	0.7	3750	0.5	46	WTT	
6	2.6	-4.0	0.60	M1.5	3630	0.9				WTT	
7	2.4	-5.8	0.56	M3	3415					WTT	
8	3.0	-0.2	0.35	K3	4873	0.9				WTT	
9		-137.2		M6	2990	1.5	3000	1.5	29	CTT?	
10a	14.6						11259	2.0	1	ZAMS	[HRW] 11a / CMaX66
10b		-19.0	0.45	K2	5047	3.9	4900	2.0	38	CTT	
11		-1.9	0.51	M1	3705	1.8				WTT	
12		-1.8	0.42	K5	4493	1.7				WTT	
13	3.6	-22.5	0.32	K4	4698	2.2	4867	2.5	11	CTT	
14	3.1	-19.4	0.36	K2	5047	2.0	6102	2.0	33	CTT	
15	1.0	-2.2	0.52	K7	4147	0.4				WTT	
16	8.4	4.7					8000	3.0	4	ZAMS	[SEI99] 91
17	2.3	-3.8	0.61	K7/M0	4078	0.5				WTT	
18	1.0	-104.6		M5.5	3060	2.9	3285	3.0	33	CTT?	

Tabela 5.1 - Continuação

ID	$F_X$ (0.7 cnt/ks)	$WH\alpha$ (Å)	$WLi$ (Å)	Sp. T.	$T_{eff}$ (K)	$A_V$ (mag)	$T_*$ (K)	$A_{V_{SED}}$ (mag)	$f_c$ (%)	Class.	Refs.
19	3.1	2.9					8039	2.0	3	ZAMS	
20a	7.3	-1.9	0.45	K4	4698	1.3	4750	1.0	2	WTT	CMaX71
20b		-2.8	0.44	M2	3560	1.0				WTT	
21		-2.1	0.37	K7/M0	4078	0.2				WTT	
22	2.2		0.38	K4	4698	2.4	4574	3.0	14	WTT	
23		-36.3	0.37	K4	4698	4.3	4900	4.0	33	CTT	
24	4.0	-0.5	0.46	K3	4873	1.3	4821	1.0	1	WTT	
25	1.0	-10.6	0.54	M1.5	3630	1.7				WTT	
26	1.3	-6.4	0.70	M6	2990	0.8				WTT	
27	4.6	3.2					11500	2.0	2	ZAMS	[SEI99] 95
29	2.3	-3.3	0.50	M1.5	3630	2.2	3800	1.8	3	WTT	
30	3.0	-14.3	0.38	K1	5190	6.0	4590	4.0	35	CTT	
31	1.3	-0.7	0.52	K2	5047	2.6	4935	1.5	18	WTT	
32	1.9		0.44	K7	4147	0.7	4076	1.0	8	WTT	
33		em?		M3	3415	1.6	3693	1.6	6	TT?	
34a	11.6	-11.7					10436	4.0	36	H Ae?	[OSP2002] BRC27 33
34b							15010	1.0	0	ZAMS	[SEI99] 99 / CMaX75
35		-6.9	0.47	M1.5	3630	0.3	3477	0.5	8	WTT	
36a	22.3	-17.4	0.47	M1	3705	3.8				CTT	[CPO2009] 84
36b		-10.0	0.42	M3	3415					WTT	
36c		-3.4		K0	5334	8.5				CTT?	[CPO2009] 107
36d		-3.1	0.56	K7	4147	1.6				WTT	
37	3.1	-27.7	0.39	M0	4008	0.9				CTT	
38	4.3	-1.6	0.64	K4	4698	1.0	4278	1.7	7	WTT	
39	1.3	-1.9	0.53	K7	4147	1.1				WTT	
40	8.1									ZAMS	[SEI99] 102
41		-1.0	0.47	K4	4698	1.5				WTT	
43	2.7						10000	0.0	0	ZAMS	[SEI99] 103
44	11.0	1.1	0.29	K2	5047	3.3				WTT	
45	8.3	3.1					7524	2.5	0	ZAMS	[SEI99] 114 / CMaX82
46	11.4	-7.6	0.67	M6	2990	0.8	2800	0.8	8	WTT	
47		-6.0	0.34	M4	3270	2.0	3532	0.0	15	WTT	
48a	10.9	-2.6	0.64	K7	4147	1.6	4600	1.5	9	WTT	
48b		-2.6	0.52	K1	5190	2.1	5718	1.5	3	WTT	
50	3.1	-1.4	0.51	K2	5047	1.5				WTT	CMaX86
55	16.0	-1.7	0.50	K4	4698	1.6	4532	1.0	14	WTT	
60	9.3	-46.2					4330	2.0	15	CTT?	CMaX89
61							10245	1.0	0	ZAMS	[SEI99] 121
63	25.7	-0.2	0.20	K2	5047	1.5	5225	1.5	2	WTT	
72	1.4	-3.1	0.34	M3	3415	1.1				WTT	

## Conclusões e Perspectivas

No contexto mais amplo, o objetivo deste trabalho foi contribuir para o conhecimento mais profundo a respeito da história de formação estelar em Canis Major R1, um complexo que contém várias nebulosas de reflexão iluminadas por estrelas do tipo B. Trata-se de uma região que se encontra a uma distância intermediária ( $\sim 1$  kpc) onde a identificação de estrelas jovens de baixa massa só foi possível há menos de duas décadas, com o advento de instrumentos mais sensíveis e eficientes, em particular os satélites *XMM* e *Chandra*.

Na região de Sh 2-296, a população estelar jovem conhecida até o momento era incompleta, cerca de 200 objetos, contendo poucos objetos de baixa massa. Com a análise que realizamos neste trabalho, apesar de restrita a 4 pequenos campos de visada ( $\sim 5' \times 5'$  cada), foi possível caracterizar e confirmar como membros 46 estrelas do tipo T Tauri.

A metodologia que adotamos produziu resultados com muito boa eficiência e pretendemos expandir a sua aplicação para um número maior de fontes de raios-X recentemente detectadas com o *XMM* por nosso grupo (vide Sec. 6.2.1). Além da expectativa de identificar centenas de novas estrelas jovens em CMa R1, em particular em torno de Sh 2-296, onde poderemos avaliar a distribuição espacial dos grupos estelares de diferentes idades e massas, teremos condições de melhor explicar os episódios de formação estelar relacionados com essa região.

No presente capítulo resumimos as principais etapas do trabalho, descrevendo a metodologia adotada na análise dos dados observacionais e os critérios adotados para confirmação da natureza jovem de nossa amostra (Sec. 6.1). Na segunda parte do capítulo, apresentamos as propostas de continuidade do trabalho (Sec. 6.2).

## 6.1 Resumo dos resultados

Com base na lista de fontes de raios-X detectadas na nebulosa Sh 2-296 por meio de observações realizadas por nosso grupo com o satélite *XMM*, e complementadas com dados de arquivo do satélite *Chandra* (Rojas et al., 2006), selecionamos 4 campos de visada nos quais realizamos espectroscopia óptica multi-objetos. Tais campos contém cerca de 37 fontes de raios-X, para as quais buscamos identificar e caracterizar contrapartidas ópticas e infravermelhas.

Com o telescópio *Gemini - Sul* e o espectrógrafo GMOS, obtivemos espectros para 83 estrelas visando detectar e medir características típicas de estrelas jovens, como as linhas  $H\alpha$  e/ou Li I (6708 Å). Tais características foram encontradas para 41 candidatas, que classificamos como estrelas T Tauri. Para complementar a amostra, incluímos 17 outras candidatas, selecionadas por um ou mais critérios: (i) emissão  $H\alpha$ ; (ii) contrapartida de fonte-X; (iii) informação na literatura indicando associação com Sh 2-296. Desta forma, uma sub-amostra de 58 estrelas jovens (entre confirmadas e candidatas) teve sua natureza avaliada por meio de classificação espectral e dados fotométricos no óptico e infravermelho. Os demais 25 objetos da amostra original observada com o GMOS foram considerados prováveis estrelas de campo.

Os tipos espectrais e as temperaturas efetivas correspondentes foram obtidos a partir da comparação dos espectros observados com os de bibliotecas. Da comparação do tipo espectral (ou temperatura efetiva) com a medida da largura equivalente da linha  $H\alpha$  (White & Basri, 2003; Barrado y Navascués & Martín, 2003), foi possível separar as T Tauri entre 7 CTTs e 34 WTTs.

Com base nos dados obtidos dos catálogos 2MASS e WISE, caracterizamos a amostra em função do excesso de emissão no infravermelho, que pode estar relacionado com a presença de um disco/envoltório circum-estelar. Os diagramas cor-cor e cor-magnitude nas bandas do infravermelho próximo e médio permitiram classificar as 17 candidatas adicionais em: 5 prováveis T Tauri, 1 HAe, 9 estrelas da ZAMS. As duas restantes são prováveis estrelas de campo. Ao todo, confirmamos a natureza de 47 estrelas da pré-Sequência-Principal associadas a Sh 2-296, sendo que apenas 13% delas haviam sido previamente identificadas na literatura como possíveis estrelas jovens (Gregorio-Hetem et al., 2009; Chauhan et al., 2009; Ogura et al., 2002; Shevchenko et al., 1999; Herbst et al., 1978).

Uma estimativa da contribuição circum-estelar no fluxo total emitido ( $f_c$ ) foi obtida por meio de um modelo que reproduz a SED da estrela, a partir do ajuste de parâmetros com um código baseado em algoritmos genéticos (Hetem & Gregorio-Hetem, 2007). Dentre as 32 estrelas para as quais foi possível realizar o ajuste da SED (casos com dados WISE disponíveis), 14 apresentam  $f_c > 10\%$ , que consideramos uma contribuição circum-estelar significativa. Ou seja, indícios da presença de um disco ocorrem para: 8 CTTs, 5 WTTs e 1 HAe. Caso a ausência de dados WISE para parte dessa amostra esteja relacionada a uma ausência de excesso no infravermelho, podemos supor uma proporção de 30% de estrelas com disco e 70% sem disco na região estudada. Uma confirmação dessa tendência se faz necessária para uma amostra estatisticamente mais robusta. No entanto, é interessante notar que tais resultados são comparáveis a estudos semelhantes, em que se avaliam as distribuições de idades de estrelas com ou sem disco, associadas a outras regiões de formação estelar. (Oliveira et al., 2013b, por exemplo).

Determinamos as massas e idades das estrelas estudadas a partir do diagrama cor-magnitude nas bandas *JHK*, comparando a posição dos objetos em relação às trajetórias evolutivas e isócronas da pré-Sequência-Principal (Siess et al., 2000). Histogramas contendo a distribuição destes parâmetros revelam que a maioria da amostra tem idades menores que  $5 \times 10^6$  anos e massas menores que  $2 M_\odot$ . Embora haja uma certa dispersão nas idades, ela é compatível com o que é encontrado para outros aglomerados jovens, como o caso dos membros de L1641, estudados por Fang et al. (2013). Tais objetos, comparados à nossa amostra no diagrama de  $W(\text{Li})$  vs. temperatura efetiva, apresentam a mesma tendência de distribuição em torno uma idade média de  $1,5 \times 10^6$  anos.

Quando se comparam as CTTs com as WTTs de nossa amostra, não verificamos diferenças nas distribuições de massas e idades. Por outro lado, uma tendência se observa na distribuição espacial de tais objetos. Enquanto as CTTs se encontram preferencialmente nas regiões de maior densidade da nebulosa (verificadas no mapa de extinção visual), as WTTs encontram-se distribuídas uniformemente, encontrando-se tanto na direção de maiores densidades, como nas regiões de baixa extinção. Além disso, as prováveis estrelas de campo, observadas por nós com o GMOS, aparecem preferencialmente nas regiões sem nuvem. Tais resultados são semelhantes aos encontrados, por exemplo, nas regiões filamentosares do complexo de nuvens moleculares em Lupus (Galli et al., 2013).

Dada a restrição em área e em número de objetos estudados, nossos resultados ainda

não são conclusivos o suficiente para explicar a história de formação estelar. No entanto, a metodologia aplicada foi bastante eficiente em adicionar um número relevante de novas estrelas à população jovem previamente conhecida em CMa R1, principalmente no que se refere a objetos de baixa massa. Desta forma, foi dado um passo importante no sentido de caracterizar um maior número possível de objetos associados a esta região de formação estelar que requer ser melhor explorada. A continuidade do presente trabalho apresenta perspectivas muito interessantes, conforme descrevemos a seguir.

## 6.2 *Perspectivas futuras*

### 6.2.1 *Extensão do censo da população jovem em CMa R1*

A descoberta por Gregorio-Hetem et al. (2009) de um grupo anteriormente desconhecido próximo à estrela GU CMa, com objetos apresentando diferentes idades do bem conhecido aglomerado associado a Z CMa, sugere uma possível mistura de populações na região entre os dois grupos. Assim, seria interessante aplicar a mesma metodologia que apresentamos no presente trabalho para toda essa região, incluindo as proximidades de GU CMa.

Um estudo mais amplo já está sendo desenvolvido por nosso grupo, utilizando novos dados que obtivemos com o *XMM* (Santos-Silva et al., em preparação). Trata-se de uma extensão para três novos campos de visada e a re-observação do campo estudado no presente trabalho, todos com um tempo de exposição efetivo cerca de 10 vezes maior do que foi previamente realizado em torno de Sh 2-296.

Com isso, cerca de 400 fontes de raios-X foram detectadas nas regiões: ao Leste da nuvem, que engloba Z CMa e os aglomerados estudados no presente trabalho; a Oeste, onde se encontra GU CMa; na área intermediária, denominada “inter-aglomerados” (Gregorio-Hetem et al., 2009), na qual se encontra a estrela FZ CMa; e finalmente um campo localizado ao Sul desta região.

Enquanto Santos-Silva et al. realizam a identificação das fontes e a caracterização de suas propriedades em raios-X (luminosidade, razão de dureza, curva de luz e espectro), temos já em mãos dados observacionais no óptico para prosseguir a análise das contrapartidas de algumas dessas novas candidatas. Uma descrição das novas observações é apresentada no Apêndice B.

### 6.2.2 Busca por valores anômalos de extinção

Apesar de CMa R1 parecer apresentar uma lei de extinção normal, com  $R_V = 3.1$ , alguns trabalhos mencionam anomalias para objetos específicos. Por exemplo, Herbst et al. (1982) examinaram a lei de avermelhamento para algumas das estrelas B que iluminam nebulosas de reflexão e estimaram  $R_V = 4, 2$ . Uma anomalia semelhante foi encontrada por Terranegra et al. (1994), que utilizaram fotometria *ubvy* para deduzir  $R_V = 5, 4$ .

Durante o mestrado, foi estudada a lei de extinção nos aglomerados estelares jovens: Berkeley 86, NGC 2264, NGC 2244, e NGC 6530, sendo que apenas o último apresentou indícios de ser afetado por extinção anômala. Os resultados foram publicados por Fernandes et al. (2012) no artigo “*Probing the anomalous extinction of four young star clusters: the use of colour-excess, main-sequence fitting and fractal analysis*” (vide Apêndice C).

Embora os dados disponíveis nas bandas  $B$  e  $V$  não sejam precisos para os objetos associados a Sh 2-296 que estudamos até então, esse tipo de estudo poderia ser viável com a expansão da amostra e novas observações. Com tipos espectrais e excessos de cor calculados individualmente, podemos adotar a proposta de Fitzpatrick & Massa (2009) que fornece uma estimativa de  $R_V[K]$  a partir da relação entre  $E(V-K)$  e  $E(B-V)$ .

A comparação dos excessos de cor calculados no óptico e no infravermelho parece ser um bom indicativo de possíveis anomalias na extinção. Esse fato pode ser verificado na Fig. 3 do artigo de Fernandes et al. (2012), onde são indicadas diferentes leis de extinção, desde normais ( $R_V = 3,1$ ) até as anômalas ( $R_V \sim 4$  a  $6$ ). Embora haja uma grande dispersão para valores pequenos de excessos de cor, para os objetos com  $E(B-V) > 0,3$  a distinção, em função de  $E(V-K)$ , entre os valores de  $R_V$  é bastante clara.

Uma avaliação detalhada da lei de extinção que afeta a região estudada no presente trabalho seria uma interessante perspectiva de continuidade para completar o levantamento sobre as condições da formação estelar em CMa R1. Com isso, poderíamos avaliar anomalias na extinção em objetos individuais e eventuais variações do valor de  $R_V$  em diferentes partes da nebulosa.

### 6.2.3 Análise estatística fractal: correlação entre nuvem e aglomerado estelar

Durante o doutorado foi desenvolvida uma análise adicional, a qual também fez parte do artigo “*Probing the anomalous extinction of four young star clusters: the use of colour-*

*excess, main-sequence fitting and fractal analysis*” (vide Apêndice C). Trata-se de uma comparação bastante interessante entre a densidade espacial projetada dos membros dos aglomerados e da nuvem molecular, na direção da qual o aglomerado se encontra. Pela estatística fractal, procura-se correlacionar os resultados encontrados para a distribuição das estrelas com os parâmetros determinados para a respectiva nuvem. Tais parâmetros fractais indicam se a distribuição de densidade tem sub-estruturas ou se é centralmente concentrada.

Apesar de a estatística fractal ser baseada na determinação de parâmetros geométricos, tais como a relação perímetro-área da nuvem molecular (Hetem & Lépine, 1993), a sua eventual correlação com o parâmetro  $Q$ , determinado para a distribuição de estrelas associadas a essa nuvem, traz importantes informações a respeito do cenário de formação e evolução de aglomerados de estrelas jovens.

A técnica de determinação do parâmetro  $Q$ , proposta por Cartwright & Whitworth (2004), tem sido usada em estudos da estrutura hierárquica de aglomerados jovens, buscando distinguir entre distribuições fragmentadas e uniformes (e.g. Elmegreen, 2010). Ou seja, o parâmetro  $Q$  fornece uma quantificação estatística de sub-estruturas fractais. É interessante notar que apesar do pequeno número de membros estudados em cada aglomerado ( $< 300$ ), e conseqüentemente as grandes barras de erro para os valores de  $Q$ , Fernandes et al. (2012) encontraram uma clara separação entre NGC 6530 e os demais aglomerados, que seguem uma relação nuvem-aglomerado normal.

A proposta de nosso grupo é estender esse tipo de análise estatística para um número maior de aglomerados, como por exemplo a amostra estudada por Santos-Silva & Gregorio-Hetem (2012). Análises dos resultados preliminares mostram que a tendência normal para a relação dos parâmetros dimensão fractal *vs.*  $Q$  por nós encontrada anteriormente se mantém para a maioria dos aglomerados da amostra de Santos-Silva & Gregorio-Hetem (2012). Certamente a inclusão de CMa R1 nesse tipo de estudo também pode nos trazer importantes informações a respeito da evolução dos grupos de estrelas estudados no presente trabalho.



## Referências Bibliográficas

- Ambartsumian, V. A. 1947, in *Stellar Evolution and Astrophysics*, Armenian Acad. of Sci. (German transl., 1951, *Abhandl. Sowjetischen Astron.*, 1, 33)
- André, P., Ward-Thompson, D., & Barsony, M. 1993, *Astrophysical Journal*, 406, 122
- André, P., & Montmerle, T. 1994, *Astrophysical Journal*, 420, 837
- Andrews, S. M., Rosenfeld, K. A., Kraus, A. L., & Wilner, D. J. 2013, *Astrophysical Journal*, 771, 129
- Baraffe, I., & Chabrier, G. 2010, *Astronomy and Astrophysics*, 521, A44
- Barrado y Navascués, D., & Martín, E. L. 2003, *Astronomical Journal*, 126, 2997
- Barrado, D., Stelzer, B., Morales-Calderón, M., et al. 2011, *A&A*, 526, A21
- Bayo, A., Barrado, D., Stauffer, J., et al. 2011, *Astronomy and Astrophysics*, 536, A63
- Bayo, A., Barrado, D., Huélamo, N., et al. 2012, *Astronomy and Astrophysics*, 547, A80
- Bayo, A., Barrado, D., Stauffer, J., et al. 2011, *Astronomy and Astrophysics*, 536, A63
- Bessell, M. S., & Brett, J. M. 1988, *Astronomical Society of the Pacific, Publications*, 100, 1134
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, *Astrophysical Journal*, 345, 245
- Cartwright, A., & Whitworth, A. P. 2004, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 348, 589

- Chauhan, N., Pandey, A. K., Ogura, K., et al. 2009, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 396, 964
- Comeron, F., Torra, J., & Gomez, A. E. 1998, *Astronomy and Astrophysics*, 330, 975
- Cusano, F., Ripepi, V., Alcalá, J. M., et al. 2011, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 410, 227
- da Silva, L., Torres, C. A. O., de La Reza, R., et al. 2009, *Astronomy and Astrophysics*, 508, 833
- Dobashi, K. 2011, *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 63, 1
- Dullemond, C. P., Dominik, C., & Natta, A. 2001, *Astrophysical Journal*, 560, 957
- Elmegreen, B. G. 2010, in *Star Clusters: basic galactic building blocks*, *Proc. IAU Symp.*, 266, 2009, ed. R. de Grijs, & J. R. D. Lépine, 3
- Evans, N. J.. II, Allen, L. E., Blake, G. A., et al 2003, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 115, 965.
- Evans, N., Calvet, N., Cieza, L., et al. 2009, arXiv:0901.1691
- Fang, M., Kim, J. S., van Boekel, R., et al. 2013, *Astrophysical Journal*, 207, 5
- Feigelson, E. D., & Montmerle, T. 1999, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 37, 363
- Fernandes, B., Gregorio-Hetem, J., & Hetem, A. 2012, *Astronomy and Astrophysics*, 541, A95
- Fitzpatrick, E. L., & Massa, D. 2009, *Astrophysical Journal*, 699, 1209
- Flaherty, K. M., Pipher, J. L., Megeath, S. T., et al. 2007, *Astrophysical Journal*, 663, 1069
- Galli, P. A. B., Bertout, C., Teixeira, R., & Ducourant, C. 2013, *Astronomy and Astrophysics*, 558, A77
- Gregorio-Hetem, J. 2008, *Handbook of Star Forming Regions*, Volume II, 1

- 
- Gregorio-Hetem, J., Montmerle, T., Rodrigues, C. V., et al. 2009, *Astronomy and Astrophysics*, 506, 711
- Hartmann, L., *Accretion Processes in Star Formation*, 2nd Edition, Cambridge Astrophysics Volume 32, Cambridge University Press, 2008
- Herbig, G. H. 1960, *Astrophysical Journal Supplement*, 4, 337
- Herbst, W., & Assousa, G. E. 1977, *Astrophysical Journal*, 217, 473
- Herbst, W., Racine, R., & Warner, J. W. 1978, *Astrophysical Journal*, 223, 471
- Herbst, W. 1980, *Star Clusters*, 85, 33
- Herbst, W., Warner, J. W., Miller, D. P., & Herzog, A. 1982, *Astrophysical Journal*, 87, 98
- Hetem, A., & Lépine, J. R. D. 1993, *Astronomy and Astrophysics*, 270, 451
- Hetem, A., & Gregorio-Hetem, J. 2007, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 382, 1707
- Hoag, A. A., Johnson, H. L., Iriarte, B., Mitchell, R. I., Hallam, K. L., & Sharpless, S. 1961, *Publ. US Naval Obs.*, 17, 345
- Jeffries, R. D., & Oliveira, J. M. 2005, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 358, 13
- José, J., Pandey, A. K., Ogura, K., et al. 2011, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 411, 2530
- Kraus, A. L., Ireland, M. J., Hillenbrand, L. A., & Martinache, F. 2012, *Astrophysical Journal*, 745, 19
- Lada, C. J., & Wilking, B. A. 1984, *Astrophysical Journal*, 287, 610
- Lada, C. J. 1999, *NATO ASIC Proc. 540: The Origin of Stars and Planetary Systems*, 143
- Le Borgne, J.-F., Bruzual, G., Pelló, R., et al. 2003, *Astronomy and Astrophysics*, 402, 433

- Lombardi, M., Alves, J., & Lada, C. J. 2011, *Astronomy and Astrophysics*, 535, A16
- Luhman, K. L., Stauffer, J. R., Muench, A. A., et al. 2003, *Astrophysical Journal*, 593, 1093
- Megeath, S. T., Gutermuth, R., Muzerolle, J., et al. 2012, *AJ*, 144, 192
- Mentuch, E., Brandeker, A., van Kerkwijk, M. H., Jayawardhana, R., & Hauschildt, P. H. 2008, *Astrophysical Journal*, 689, 1127
- Meyer, M. R., Calvet, N., & Hillenbrand, L. A. 1997, *Astrophysical Journal*, 114, 288
- Mizuno, A., & Fukui, Y. 2004, *Milky Way Surveys: The Structure and Evolution of our Galaxy*, 317, 59
- Montmerle, T., Feigelson, E. D., Bouvier, J., & Andre, P. 1993, *Protostars and Planets III*, 689
- Mortier, A., Oliveira, I., & van Dishoeck, E. F. 2011, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 418, 1194
- Murphy, S. J., Lawson, W. A., & Bessell, M. S. 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 435, 1325
- Ogura, K., Sugitani, K., & Pickles, A. 2002, *Astrophysical Journal*, 123, 2597
- Oliveira, I., Merín, B., Pontoppidan, K. M. & van Dishoeck, E. F. 2013a, *Astrophysical Journal*, 762, 128
- Oliveira, I., van der Laan, Brown, J. M. 2013b, *Astronomical Journal*, 146, 105
- Pillitteri, I., Wolk, S. J., Megeath, S. T., et al. 2013, *Astrophysical Journal*, 768, 99
- Prisinzano, L., Micela, G., Sciortino, S., Affer, L., & Damiani, F. 2012, *Astronomy and Astrophysics*, 546, A9
- Puga, E., Hony, S., Neiner, C., et al. 2009, *Astronomy and Astrophysics*, 503, 107
- Rebull, L. M., Johnson, C. H., Gibbs, J. C., et al. 2013, *Astrophysical Journal*, 145, 15
- Reynolds, R. J., & Ogden, P. M. 1978, *Astrophysical Journal*, 224, 94

- 
- Rojas, G., Gregorio-Hetem, J., Grosso, N., & Montmerle, T. 2006, *The X-ray Universe* 2005, 604, 107
- Ruprecht, J. 1966, *IAU Trans.*, 12B, 348
- Santos-Silva, T., & Gregorio-Hetem, J. 2012, *Astronomy and Astrophysics*, 547, A107
- Scholz, A., Froebrich, D., & Wood, K. 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 430, 2910
- Shevchenko, V. S., Ezhkova, O. V., Ibrahimov, M. A., van den Ancker, M. E., & Tjin A Djie, H. R. E. 1999, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 310, 210
- Siess, L., Dufour, E., & Forestini, M. 2000, *Astronomy and Astrophysics*, 358, 593
- Soares, J. B., & Bica, E. 2002, *Astronomy and Astrophysics*, 388, 172
- Soares, J. B., & Bica, E. 2003, *Astronomy and Astrophysics*, 404, 217
- Sugitani, K., Fukui, Y., & Ogura, K. 1991, *Astrophysical Journal Supplement Series*, 77, 59
- Terranegra, L., Chavarria-K., C., Diaz, S., & Gonzalez-Patino, D. 1994, *Astronomy and Astrophysics*, 104, 557
- van den Bergh, S. 1966, *Astrophysical Journal*, 71, 990.
- White, R. J., & Basri, G. 2003, *Astrophysical Journal*, 582, 1109



# Apêndice





## Optical spectroscopic characterization of X-ray sources associated with the Sh 2-296 nebula.

Neste artigo, assim como na presente tese, apresentamos o estudo de uma amostra selecionada de estrelas localizadas nas proximidades da nebulosa ionizada Sh 2-296, na região de Canis Major (CMa R1). A metodologia utilizada no artigo é apresentada em maiores detalhes nos Cap. 3 e 4 e os resultados são apresentados na Sec. 6.1.

O trabalho foi realizado durante o doutoramento e em parte durante um estágio de Doutorado-sanduíche realizado sob co-orientação do Dr. Thierry Montmerle no *Institut d'Astrophysique de Paris*. O artigo foi submetido recentemente para publicação na revista *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*.

# Optical spectroscopic characterization of X-ray sources associated with the Sh 2-296 nebula

B. Fernandes<sup>1\*</sup>, J. Gregorio-Hetem<sup>1</sup>, T. Montmerle<sup>2</sup> and G. Rojas<sup>3</sup>

<sup>1</sup>Universidade de São Paulo, IAG, Rua do Matão 1226, 05508-900 São Paulo, Brazil,

<sup>2</sup>Institut d’Astrophysique de Paris, France; <sup>3</sup>Universidade Federal de São Carlos, SP, Brazil

## ABSTRACT

We studied 83 stars aiming to confirm the nature of X-ray sources detected by *XMM-Newton* in the Sh 2-296 nebula that is associated with the Canis Major R1 region, where the scenario of star formation remains to be elucidated. Young star candidates were selected based on optical spectral features, mainly  $H\alpha$  and lithium lines, observed with multi-objects spectroscopy performed by the *Gemini South* telescope. The characterization of a sample of 58 candidates was complemented by near-infrared data, which provided the estimation of ages and masses from the comparison with pre-main-sequence evolutionary models. We have confirmed the young nature of 47 candidates, most of them are T Tauri stars not previously identified in the literature. The results from the SED fitting indicate the presence of circumstellar discs for almost 30% of the candidates. Based on the  $H\alpha$  emission, the T Tauri stars were distinguished between classical (17%) and weak-lined (83%), but no significant difference was found in the age and mass distribution of these two classes. On the other hand, a trend is noted in the spatial distribution of the CTTs that are preferentially located in the edge of Sh 2-296, while the WTTs are evenly distributed.

**Key words:** ISM: individual (Sh 2-296) – stars: pre-main-sequence

## 1 INTRODUCTION

The star formation activity around Sh 2-296, a bright rimmed nebula associated with the Canis Major R1 Galactic star-forming region, has been going on for more than 10 Myr. This extended period of star formation is indicated by the existence of at least two groups of young stars with different ages, both including several tens of low-mass stars. The source of the shock front that originated the arc-shaped nebula and triggered star formation in this region is still uncertain. To help elucidate the star formation history of Canis Major R1, Gregorio-Hetem et al. (2009) conducted a wide-field *ROSAT* study around Sh 2-296, resulting in the discovery and characterization of a previously unknown cluster that is close to GU CMa and  $\sim 30'$  away from the well-known young stellar groups close to Z CMa. The near-infrared (near-IR) characterization also suggested the presence in both clusters of a small, but significant fraction of young ( $< 5$  Myr) and older ( $> 10$  Myr) stars.

The scenario of sequential star formation has been explored in several stellar groups and clouds. For instance, the young cluster NGC 6530, which shows the coexistence of stars with ages between 1-2 Myrs and 6-7 Myrs, and masses

between 0.4 and 4  $M_{\odot}$ . Based on low-resolution spectra obtained with VIMOS/VLT, Prisinzano et al. (2012) derived the stellar parameters for 78 members of NGC 6530 and found the presence of two distinct generations of young stellar objects (YSOs) showing different spatial distribution.

Cusano et al. (2011) conducted a spectroscopic and photometric study aiming to characterize a sample of 23 pre-main-sequence (PMS) stars in Sh 2-284, an HII region that contains several young clusters. The estimative of effective temperature, mass and ages of the sample indicate that triggered star formation is occurring in this region, where a large fraction of the YSOs have preserved their disc/envelopes.

In the Lupus molecular clouds Mortier et al. (2011) selected 92 candidates among the objects showing near-IR excess as discovered by the *Spitzer* Legacy Program “*From Molecular Cores to Planet-Forming Disks*”. The effective temperatures and luminosities were derived for 54 objects, which are mostly M-type stars, and 10% are K-type stars. Depending on the adopted evolutionary model, the mean population age is found to be between 3.6 and 4.4 Myr and the mean mass is found to be  $\sim 0.3M_{\odot}$ . The distribution of spectral types of the Lupus stellar population is similar to that in Chamaeleon I and IC 348. The  $H\alpha$  line was used to distinguish between classical and weak-line T Tauri stars

\* E-mail: beatriz.fernandes@iag.usp.br

(respectively CTT and WTT) and revealed that 25 of the objects are accreting T Tauri stars.

An impressive large sample of YSOs associated with the L 1641 cloud was recently characterized by Fang et al. (2013) using multi-wavelength data (*Spitzer*, *WISE*, *2MASS*, and *XMM-Newton*) to derive spectral types, extinction values, masses, ages, accretion rates, and a disc fraction of the L 1641 members. Fang et al. (2013) verified that the field stars in the L 1641 region show a bimodal distribution with peaks around spectral type G0 and early-M. On the other hand, the YSOs peak around early-M and most of them lie in between the 0.1 and 3 Myr isochrones in the H-R diagram. The lithium depletion trend in young PMS stars was also used to estimate the stellar ages, by evaluating  $W(\text{Li})$ , the equivalent width of the Li  $\lambda 6708$  absorption line, as a function of spectral type for the YSOs in the L 1641 sample. From this study, Fang et al. noted that WTT with similar spectral types show a large scatter of  $W(\text{Li})$ , probably due to an age spread of these objects.

Seeking to compare the disc-less with disc-bearing members of the Serpens Molecular Cloud, Oliveira et al. (2013b) obtained optical spectroscopy, complemented with photometric data, for a large number of candidates discovered with *XMM-Newton*. The young nature of 19 disc-less stars was confirmed by determining their stellar temperatures and luminosities in order to estimate mass and age of these new Serpens members. From a comparison with their previous results on Serpens (Oliveira et al. 2013a) they found for both samples, disc-less and disc-bearing stars, a similar distribution of mass and age. Oliveira et al. (2013b) suggest that this similarity can bring new insight on disk evolution studies, if the same kind of result is also confirmed for larger samples of disc-less candidates.

A detailed study of a young stellar population and its respective star-forming region, such as the examples mentioned above, is unique because it requires a complete data set of sensitive spectroscopic observations. In the present work we selected a sample of 83 stars distributed in an area of  $\sim 12 \text{ pc}^2$  (0.04 sq. deg.) near the edge of Sh 2-296. Seeking to confirm the youth of the optical counterparts of X-ray sources detected in this star forming region, we focus our analysis on the spectral features that are typically found in PMS stars.

We present the results of a spectroscopic and photometric follow-up of Sh 2-296 using *Gemini+GMOS* observations and photometric archival data to achieve a much improved characterization of the young stellar population associated with the nebula, aiming to add crucial information to understanding the complex scenario related to this region and many others showing similar star formation episodes.

The paper is organized as follows. In Sections 2 and 3 we present our observations, datasets and describe the data reduction technique. In Section 4 we discuss the identification and classification of the young stars in the sample and present the spectral types and physical parameters determined by us. In Section 5 we analyze the photometric characteristics of the sample. In Section 6 we confirm the classification of some individual objects and finally our concluding remarks are presented in Section 7.

## 2 SAMPLE SELECTION BASED ON *XMM-NEWTON* OBSERVATIONS

Aiming to improve the young stellar population census in the CMa R1 region, our team performed a *XMM-Newton* EPIC observation covering young stellar clusters embedded in the Sh 2-296 nebula (Rojas et al. 2006). The observation was heavily affected by flaring background during  $\sim 90\%$  of the allocated time, preventing us to use PN data. Nevertheless, a total of 61 X-ray sources were detected in this observation.

Additionally, we retrieved *Chandra ACIS-S* archival data (ObsIDs 3751 and 10845) around the star Z CMa. These additional data accounted for 140 X-ray sources, where 103 of them were not detected by the *XMM-Newton* observation.

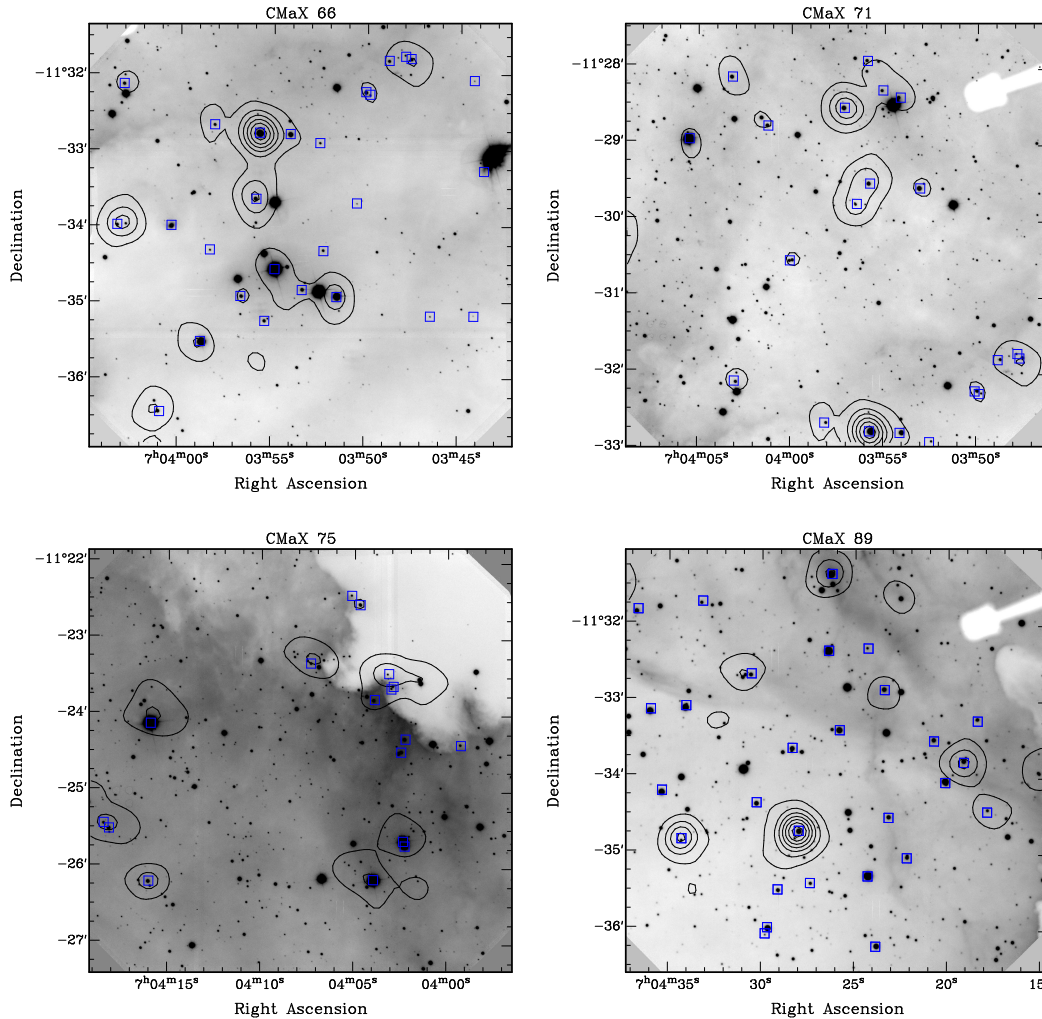
Details on these X-ray observations are given in Table 1, among with previous *ROSAT* observations. The sources identified by Rojas et al. (2006) are located near the star Z CMa and other stellar groups like the young cluster VdB 92 (van den Bergh 1966) and the YSOs associated with the cloud BRC 27 (Sugitani et al. 1991), which are found at the outer edge of Sh 2-296. Soares & Bica (2002, 2003) estimated ages of 5-7 Myr for VdB 92, and 1.5 Myr for stars in BRC 27, based on near-IR data and colour-magnitude diagrams.

BRC 27 was also included by Soares et al. (2008) in the near-IR photometric and optical spectroscopic study of low mass star clusters embedded in nebulae. Their analysis is based on source surface density, colour-colour diagrams and on theoretical PMS isochrones, and fundamental parameters. The studied objects are found to be gravitationally unstable and are expected to dissolve in a timescale of a few Myr.

More recently, BRC 27 was studied by Rebull et al. (2013) that used mid-IR data from *Spitzer* telescope to search for YSOs associated with bright-rimmed clouds. Their study identified new YSO candidates, revealed by the *Spitzer* data, and also included known YSOs from literature based on cross-identifications with several works covering the CMa R1 region (Wiramihardja et al. 1986, Shevchenko et al. 1999, Ogura et al. 2002, Chauhan et al. 2009). More details on the stellar identifications and the conditions for star formation in CMaR1 are given by Gregorio-Hetem (2008) in the Handbook of Star Forming Regions (ed. Bo Reipurth). In the Sh 2-296 region, only a few X-ray sources were previously detected with *ROSAT*, that are named ‘‘CMaX’’ by Gregorio Hetem et al. (2009). In particular, CMaX 74 and CMaX 75, which are associated with the cloud BRC 27, were also studied by Rebull et al. (2013).

In spite of the presence of several YSO candidates around Sh 2-296, which were identified on the basis of near-IR data, there is a lack in the literature of a multi-spectral analysis for a large sample of objects in this region. This kind of study is required to reveal similarities and differences on age and spatial distribution of the young stars.

In total, the *XMM-Newton* observations and the *Chandra* archival data revealed 164 X-ray sources, spatially distributed in stellar groups previously unresolved by *ROSAT*. The correlation of near-IR counterparts with these X-ray sources indicates that they are probably young stars. Aiming to confirm the nature of some of these candidates, we performed spectroscopy of the optical counterparts found



**Figure 1.** R band image acquired with *GMOS* for the four regions covered by our observations superimposed by X-ray contours of sources detected by *XMM* (in black). Open squares indicate the sources for which spectra was acquired.

**Table 1.** X-ray observations in the CMaR1 region.

Detector	Obs. ID	Exp (ks)	Tot. src <sup>e</sup>	Net src <sup>e</sup>	area (sq. deg.)
Chandra/ACIS	10845 <sup>a</sup>	40	86	86	0.08
Chandra/ACIS	3751 <sup>b</sup>	38	63	17	0.08
XMM/EPIC	0201390201 <sup>c</sup>	3.1	61	37	0.196
ROSAT/PSPC	RP201277 <sup>d</sup>	4.6	42	22	4
ROSAT/PSPC	RP201011 <sup>d</sup>	19.7	61	56	4

Notes: Date of observations (a) 2008, (b) 2003, (c) 2004, (d) 1992. (e) Columns (4) and (5) give respectively the total and the net number of detected sources in the field-of-view area, which is given in column (6).

in four fields covering 37 of the X-ray sources identified by Rojas et al. (2006).

### 3 OBSERVATIONAL DATA

Using the Gemini South telescope, in the multi-object spectroscopy (*GMOS*) configuration, we acquired observational

data with the good spectral and spatial quality needed to identify the spectral features typical of young stars. A first set of observations using *GMOS* in the imaging mode provided the preliminary images to prepare the masks required to the spectroscopy (second set of observations). The *GMOS* images were obtained with the *R* filter that enables to derive an estimation of optical photometry in this band, as discussed in Sect. 3.2.

#### 3.1 Gemini multi-object spectroscopy

Using *GMOS* pointed to four stellar groups ( $\sim 5' \times 5'$  FoVs) it was possible to observe a sample of 83 stars that are listed in Table 2. Fig. 1 shows the *GMOS* *R* band images of the the observed FoVs overlapped by contours corresponding to the X-ray emission of the sources detected with *XMM-Newton* and the position of the targets for which spectra was acquired. The images are identified by the representative CMaX source found in the respective *GMOS* field. CMaX 66 is in the same FoV of Z CMa and VdB 92, while the field of CMaX 75 contains BRC 27.

The high sensitivity of the Gemini telescope allows us

**Table 2.** List of observed objects: *2MASS* identification, optical *R* (*GMOS*) and *I* (*DENIS*), and infrared (*2MASS*, *WISE*) photometry.

ID	2MASS ID	R	I	J	H	K	[3.4]	[4.6]	[12]	[22]
1	07034358-1133207	13.71	16.38	14.45:	14.10:	11.78:				
2	(07034424-1132058)	20.29								
3	(07034606-1135120)	19.90								
4	07034651-1135118	18.65	17.19	15.70	14.94	14.70				
5a	07034751-1131489	15.63	14.88	13.52	12.77	12.60	12.11	11.75	8.86	4.59
5b	07034782-1131457	15.67	16.73	15.82	15.28	14.63				
6	07034869-1131502	16.36	15.25	13.99	13.21	13.02				
7	07034972-1132169	15.20		14.06:	14.29:	13.06:				
8	07034994-1132148	15.11	14.34	13.63:	13.00:	12.73:				
9	07035043-1133425	19.04	17.97	15.24	14.40	13.81	13.20	12.24	9.37	6.46
10a	07035152-1134557	11.69	11.23	10.97	10.76	10.69	10.60	10.62	7.73	5.22
10b	07035338-1134504	15.52	14.33	13.44	12.48	11.93	10.71	10.35	5.97	4.03
11	07035225-1134195	16.74	15.70	14.51	13.62	13.50				
12	07035240-1132546	17.33	16.30	15.11	14.31	14.18				
13	07035303-1129352	13.78	13.49	12.36	11.54	10.95	10.26	9.72	7.39	5.68
14	07035400-1132478	13.70	13.25	12.34	11.61	11.18	10.21	9.73	6.33	3.98
15	07035414-1128235	12.71		14.12	13.43	13.31				
16	07035486-1134340	11.22	9.12	8.90	8.91	8.93	8.77	8.73	5.21	3.02
17	07035503-1128181	16.18	15.20	14.14	13.43	13.20				
18	07035542-1135149	15.89	14.73	12.95	11.97	11.36	10.55	10.12	6.47	4.58
19	07035564-1132468	11.95	11.37	10.78	10.40	10.31	10.09	10.07	7.03	4.32
20a	07035575-1129315	14.69	13.95	12.92	12.22	12.02	11.89	11.84	11.13	8.44
20b	07035646-1129476	16.55	15.51	14.03	13.24	13.01				
21	07035584-1127544	15.85	15.01	14.05	13.37	13.16				
22	07035587-1133385	14.83	13.82	12.37	11.54	11.24	10.90	10.88	7.58	5.51
23	07035666-1134553	15.58	14.77	12.94	11.87	11.17	10.01	9.39	6.02	3.87
24	07035708-1128317	14.10	13.44	12.37	11.69	11.47	11.35	11.34	10.16	8.40
25	07035805-1132398	16.32	15.49	14.10	13.23	12.93				
26	07035833-1134188	17.76	16.24	14.75	13.98	13.78				
27	07035880-1135311	11.42	10.97	10.72	10.54	10.47	10.25	10.23	6.80	4.42
28	07035926-1124234	16.37	16.09	15.09	14.57	14.31				
29	07035994-1130318	15.78	14.55	13.21:	12.27:	12.25:	11.87	11.82	10.68	8.29
30	07040041-1133596	15.22	14.03	12.10	10.92	10.19	9.30	8.65	6.01	4.49
31	07040114-1136255	15.15	14.32	13.50:	12.69	12.51:	12.31	12.24	9.28	6.41
32	07040119-1128454	15.21	14.57	13.58	12.86	12.72	12.50	12.50	10.51	8.16
33	07040224-1124188	15.29	14.86	13.47	12.64	12.46	12.20	12.14	9.71	8.37
34a	07040225-1125429	11.40	10.38	11.31	10.75	9.94	8.28	7.49	4.10	2.27
34b	07040234-1125393	10.49	10.38	10.40	10.32	10.26				
35	07040246-1124292	14.70	14.45	13.44	12.73	12.44	11.98	11.98	10.17	8.12
36a	07040290-1123375	16.11	15.49	13.56	12.43	11.86				
36b	(07040302-1123396)	16.27								
36c	07040314-1123275	17.04	15.92	13.03	11.57	10.69				
36d	07040390-1123480	15.43	15.15	13.93	13.10	12.84				
37	07040290-1132074	15.97		13.91	13.14	12.90				
38	07040309-1128071	14.92	14.26	13.30	12.63	12.49	12.35	12.37	10.77	7.64
39	07040330-1133586	15.75		13.74	12.97	12.77				
40	07040393-1126097	10.36	9.74	9.76	9.72	9.63	9.52	9.56	10.34	8.29
41	07040461-1122328	14.59	14.46	13.43	12.69	12.51				
42	07040507-1122253	16.60	16.26	14.67	13.91	13.62				
43	07040542-1128562	11.39	10.06	10.10	10.06	10.04	10.01	10.01	9.19	5.86
44	07040725-1123188	15.84	15.30	13.75	12.86	12.56				
45	07041588-1124055	10.56	9.30	8.95	8.90	8.85	8.81	8.79	8.54	7.19
46	07041601-1126100	14.41	14.14	12.91	12.15	11.74	11.18	10.93	9.01	7.06
47	07041786-1134268	16.57	15.70	14.13	13.27	13.08	12.89	12.83	11.78	8.19
48a	07041812-1125280	14.30	14.17	14.39	13.56	13.39	12.13	12.11	11.56	8.07
48b	07041839-1125239	15.91	15.56	13.14	12.42	12.28	13.22	13.17	11.71	8.45
49	07041840-1133154	15.90	15.59	14.72	14.21	14.14	14.26	14.43	11.92	8.59
50	07041912-1133480	14.72	14.27	13.10	12.42	12.16				

Notes: Objects with the (a), (b), (c) and (d) notation are associated with the same X-ray emitting source. Three objects with coordinates indicated between parenthesis were not detected by the *2MASS* catalogue, the ID represents the coordinates of the object observed with *GMOS*. Among the *2MASS* sources there are 6 with bad quality data, indicated “:” appearing together with the given value.

**Table 2** – *continued* List of observed objects: 2MASS identification, optical  $R$  ( $GMOS$ ) and  $I$  ( $DENIS$ ) and infrared (2MASS,  $WISE$ ) photometry.

ID	2MASS ID	R	I	J	H	K	[3.4]	[4.6]	[12]	[22]
51	07042012-1134040	12.87	12.58	11.88	11.51	11.41	11.24	11.24	11.03	8.08
52	07042074-1133314	15.13	14.80	14.02	13.60	13.47	13.29	13.41	11.84	8.53
53	07042217-1135036	15.36	15.05	14.44	14.10	13.94	13.75	13.61	10.85	7.27
54	07042316-1134320	15.10	14.54	13.22	12.47	12.23	12.09	12.11	10.79	7.87
55	07042340-1132515	14.96	14.32	13.22	12.48	12.32	12.14	12.08	10.10	6.80
56	07042383-1136135	13.77		13.03	12.76	12.70	12.61	12.64	12.12	8.76
57	07042427-1135183	11.66	11.34	10.43	9.85	9.68	9.58	9.62	9.56	8.26
58	07042429-1132190	17.16	16.78	15.92	15.74	14.99	16.12	15.98	11.41	8.48
59	07042581-1133235	13.49	13.42	13.09	12.92	12.91	12.76	12.80	11.98	8.41
60	07042625-1131207	13.38	13.72	12.47	11.60	11.15	10.67	10.28	8.19	5.87
61	07042640-1132211	11.92	11.95	11.70	11.60	11.59	11.49	11.51	12.40	8.58
62	07042736-1135241	16.01	15.70	15.04	14.73	14.58				
63	07042798-1134431	13.83	13.43	12.41	11.73	11.53	11.40	11.37	11.98	8.24
64	07042834-1133379	14.43	14.11	13.35	12.79	12.65				
65	07042910-1135294	15.26	14.72	13.48	12.73	12.58	12.36	12.37	11.69	8.65
66	07042965-1135592	13.27	13.58	12.71	12.37	12.30	12.17	12.23	11.36	8.31
67	07042978-1136041	13.57	13.22	16.42	14.30	13.85				
68	07043025-1134211	14.52	14.25	13.56	13.14	13.00	12.97	13.02	12.54	8.89
69	07043056-1132397	15.41	14.98	14.25	13.80	13.76				
70	07043319-1131430	16.13	15.86	15.05	14.76	14.73				
71	07043406-1133054	12.80	12.64	12.15	12.00	11.82	11.76	11.81	12.62	8.42
72	07043428-1134501	16.64	16.00	14.43	13.66	13.45				
73	07043534-1134121	13.11	12.98	12.35	12.02	11.96	11.78	11.76	12.37	8.43
74	07043596-1133082	12.89	12.53	11.49	10.88	10.67	10.54	10.61	11.01	7.70
75	07043666-1131496	14.70	14.48	13.83	13.54	13.37	13.24	13.12	10.33	5.17

to resolve possible binary systems and to identify the best candidate to be the optical counterpart of the X-ray source in these cases. It was also possible to investigate the presence or not of a faint star associated with a given source that does not have any optical counterpart identified in the published catalogues.

For spectroscopy we used the R600/652 and R600/648 grating configurations that provide the adequate spectral resolution and cover the spectral range required to detect typical features of young stars ( $H\alpha$ , Lithium). The choice of two central wavelengths provides an overlap between the two sets of spectra obtained for each field, allowing the detection of features that would be missing due to the CCD gaps. Long and short time exposures (10 and 3 minutes) were applied in order to avoid sub-exposition of faint objects and/or saturation of bright stars. The observing runs (Obs. Id. GS2005B-Q44) occurred on 2005, November, 8-9.

### 3.2 Optical and infrared photometry

With  $GMOS$  in imaging mode we obtained  $R$  (630nm) magnitude of the targets, which are typically 13 - 18 mag.

To complement the photometry, we searched in the literature the data covering bands from the optical to the mid-IR.

The catalogues  $NOMAD$ ,  $GSC$  and  $DENIS$  were inspected to retrieve the  $BVR$  photometry. A good calibration of the  $GMOS$  photometry was obtained by comparing our data with the  $R$  magnitude from  $NOMAD$  database.

Near-infrared data at the  $J$ ,  $H$  and  $K$  bands were ex-

tracted from the Two Micron All-Sky Survey (2MASS) and the mid-Infrared data at 3.4, 4.6, 12, and 22  $\mu\text{m}$  are from the Wide-field Infrared Survey Explorer ( $WISE$ ).

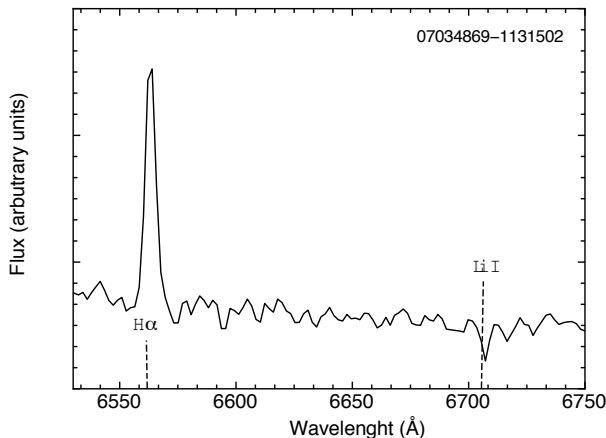
Table 2 gives the photometric data that were used in the present work. Considering the lack of good quality data in the  $B$  and  $V$  band for most of the objects in our sample, optical photometry is represented by the  $R$  ( $GMOS$ ) and  $I$  ( $DENIS$ ) bands only.

## 4 SPECTROSCOPIC CLASSIFICATION

To identify the young stars in our sample we inspected the  $GMOS$  spectra, searching for typical features such as  $H\alpha$  and Li I lines, which are illustrated in Fig. 2. The equivalent width of these lines are listed in Table 3.

The occurrence of  $H\alpha$  emission and/or Li I lines in the spectra observed for our sample was used as criterion to select 41 objects that are more likely T Tauri stars. Other 17 objects, which do not fulfill these spectral criteria, have also been included in our list as young star candidates, since they show one or more of the following criteria:  $H\alpha$  emission line; counterpart of X-ray source; association with Sh 2-296 reported in the literature (Herbst, Racine and Warner 1978, Schevchenko et al. 1999). The remaining 25 observed objects are considered to be most likely field stars.

Our classification of the PMS star candidates, identified according to their spectral features, is based on two different approaches: (i) the estimation of spectral types by comparing the observed the continuum shape and TiO band with



**Figure 2.** Example of a cut of one of the observed spectra covering the region between 6500 and 6750 Å, where the H $\alpha$  emission and the lithium absorption lines can be seen.

library templates; (ii) the separation of CTTs from WTTs, based on  $W(\text{H}\alpha)$ ; (iii) the comparison of our sample with other young stellar groups providing a qualitative determination of age, based on the lithium depletion. The results of the spectroscopic classification are described in the next sub-sections.

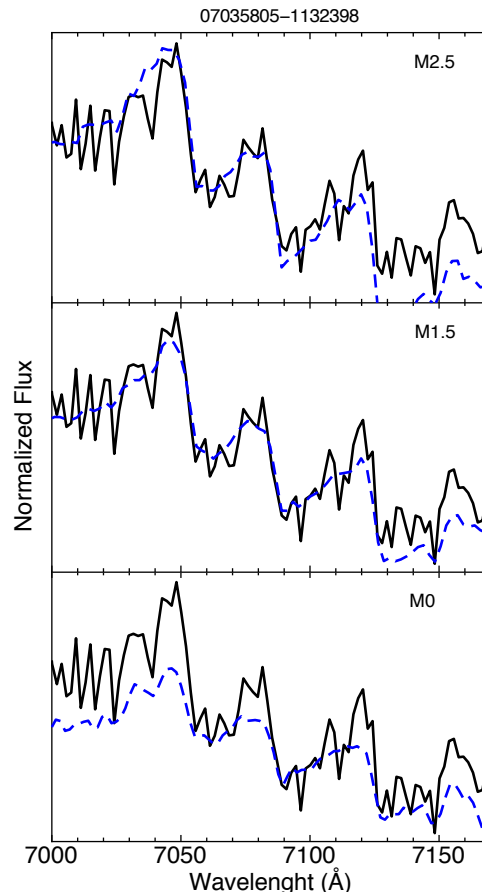
#### 4.1 Spectral types

The comparison of the observed continuum with spectra libraries is useful to roughly determine the spectral type of the optical counterparts. In particular, the TiO band (7050-7150 Å), which is a prominent feature in K and M-type stars (Mortier et al. 2011), were used to refine the spectral classification of the sample.

We performed the spectral typing by determining the best match of the continuum shape, fitting our science spectra to a grid of templates. For this fitting, we adopted the STELIB spectral library (Le Borgne et al. 2003) and the *M Dwarf and Giant Spectral Standards* made available by Kelle Cruz<sup>1</sup>. The TiO band was used to refine the spectral classification, which gives a typical uncertainty of one spectral type, as illustrated in Fig. 3.

To estimate the effective temperatures we used the spectral type *vs.* temperature scale from Luhman et al. (2003) and the models from Siess et al. (2000). The spectral types and effective temperatures determined in the present work are listed in Table 3.

Bayo et al. (2011) compared the Luhman et al. (2003) temperature scale to their own and those from other works. We note differences of  $\sim 250$  K between the scales, which would cause errors larger than those derived from our spectral type determinations. Therefore we assume 250 K as the average uncertainty for the effective temperatures.



**Figure 3.** Examples of the spectral classification using the TiO band between 7050 and 7150 Å for object 07035805-1132398 (black line), which was classified as a M1.5 type star. The library spectra for spectral types M0, M1.5 and M2.5 are showed by dashed blue lines, for comparison.

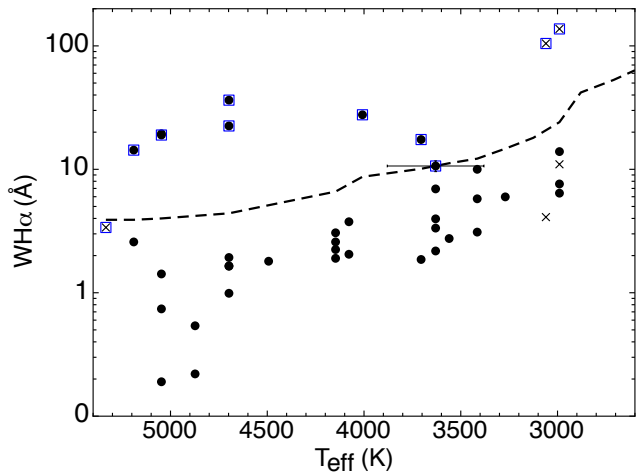
#### 4.2 H $\alpha$ emission

The H $\alpha$  line can be used to distinguish CTTs from WTTs. These two classes of objects are similar in age but have circumstellar structures showing different evolutionary characteristics (White & Basri 2003). While in CTTs the H $\alpha$  emission is believed to be a result of the star undergoing active accretion from a circumstellar disc, in WTTs the H $\alpha$  is due to the activity in the star chromosphere.

White & Basri (2003) found an empirical criterion to distinguish the T Tauri classes. Assessing the value of  $W(\text{H}\alpha)$ , which is the equivalent width of the H $\alpha$  line, they noted that objects presenting veiling, i.e. CTTs, are stars of spectral type: (i) K0 - K5 with  $W(\text{H}\alpha) \geq 3\text{Å}$ , (ii) K7 - M2.5 with  $W(\text{H}\alpha) \geq 10\text{Å}$ , (iii) M3 - M5.5 with  $W(\text{H}\alpha) \geq 20\text{Å}$  and (iv) M6 - M7.5 with  $W(\text{H}\alpha) \geq 40\text{Å}$ .

A similar approach is proposed by Barrado y Navascués & Martín (2003), considering the maximum H $\alpha$  flux for objects found in young stellar clusters. In Fig. 4 we present the results of applying both of these criteria to our sample, by comparing  $W(\text{H}\alpha)$  with  $T_{\text{eff}}$  for the objects showing H $\alpha$  emission ( $W(\text{H}\alpha) < 0$  in Table 3) and having well determined spectral types. The results are shown in Fig. 4 where

<sup>1</sup> [http://kellecruz.com/M\\_standards](http://kellecruz.com/M_standards)



**Figure 4.** Equivalent width of the  $H\alpha$  line as a function of spectral type of our sample of T Tauri stars (filled circles) and young star candidates (crosses). The dashed line represents the activity limit found in young star clusters, objects above that threshold are suggested to be CTTs according Barrado y Navascués & Martín (2003). Stars also classified as CTTs according to the empirical criterion proposed by White & Basri (2003) are highlighted by blue squares.

it is noted that the two criteria are equivalent, considering the uncertainties.

We were able to estimate the spectral type for the 41 T Tauri stars identified with basis on  $H\alpha$  and Li (see Sec. 4.2), which are classified as: 7 CTTs and 34 WTTs. Among the emission line stars that were included in the list of young star candidates, there are 6 for which we estimated the effective temperature (from spectral type). These candidates were also evaluated according the criterion used in Fig. 4, indicating that four of them probably are CTTs and two could be WTTs, but the confirmation of their nature depends on complementary analysis.

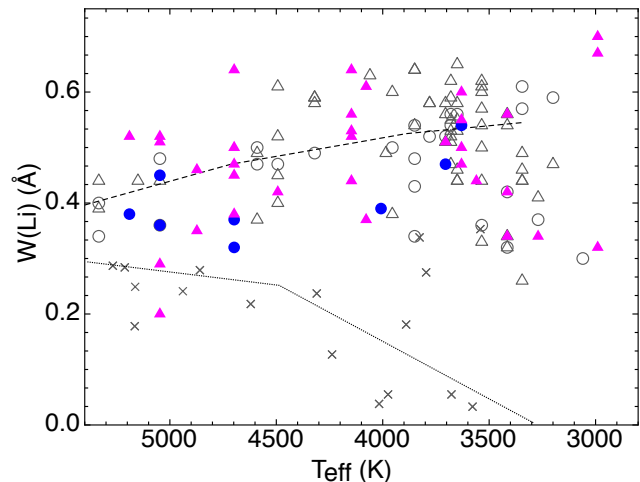
#### 4.3 Youth indicated by the lithium depletion

The presence of lithium in the stellar spectrum is a valuable indicator of youth, since it is rapidly destroyed as the star approaches the main-sequence.

Lithium abundance is clearly observed to systematically decrease with age when groups of stars in different evolutionary stages are compared (Mentuch et al. 2008, da Silva et al. 2009, Fang et al. 2013). In Fig. 5 we show  $W(\text{Li})$  as a function of spectral type for WTTs and CTTs in our sample, we also show the mean value of  $W(\text{Li})$  for young stars in L 1641 corresponding to an age of 1.5 Myr (Fang et al. 2013) and objects in the Tucanae-Horologium association with an age of  $27 \pm 11$  Myr (Mentuch et al. 2008).

The distribution of  $W(\text{Li})$  in our sample is similar to the one showed by the population in L 1641, making it consistent with an age of at least 1 Myr. However a large scatter in values  $W(\text{Li})$  is observed. This could be related to an age spread, but is more likely connected to other factors such as different rotation rates or accretion history (da Silva et al. 2009; Baraffe & Chabrier 2010).

As noted for the Tucanae-Horologium sample in Fig. 5, lithium depletion appears to be sensitive to mass in older



**Figure 5.** Equivalent width of Li I line vs. effective temperature. Blue filled circles and magenta filled triangles represent CTTs and WTTs in our sample, respectively, while empty symbols show CTTs and WTTs members of the L1641 cluster for which Fang et al. (2013) estimated an average age of 1.5 Myr (dashed line). Crosses indicate the objects of the Tucanae-Horologium association, which has an average age of 27 Myr (Mentuch et al. 2008) represented by the dotted line.

groups, since there is a decline on lithium abundance for late spectral types (Mentuch et al. 2008, da Silva et al. 2009, Murphy et al. 2013), which is not observed in our sample nor in L 1641.

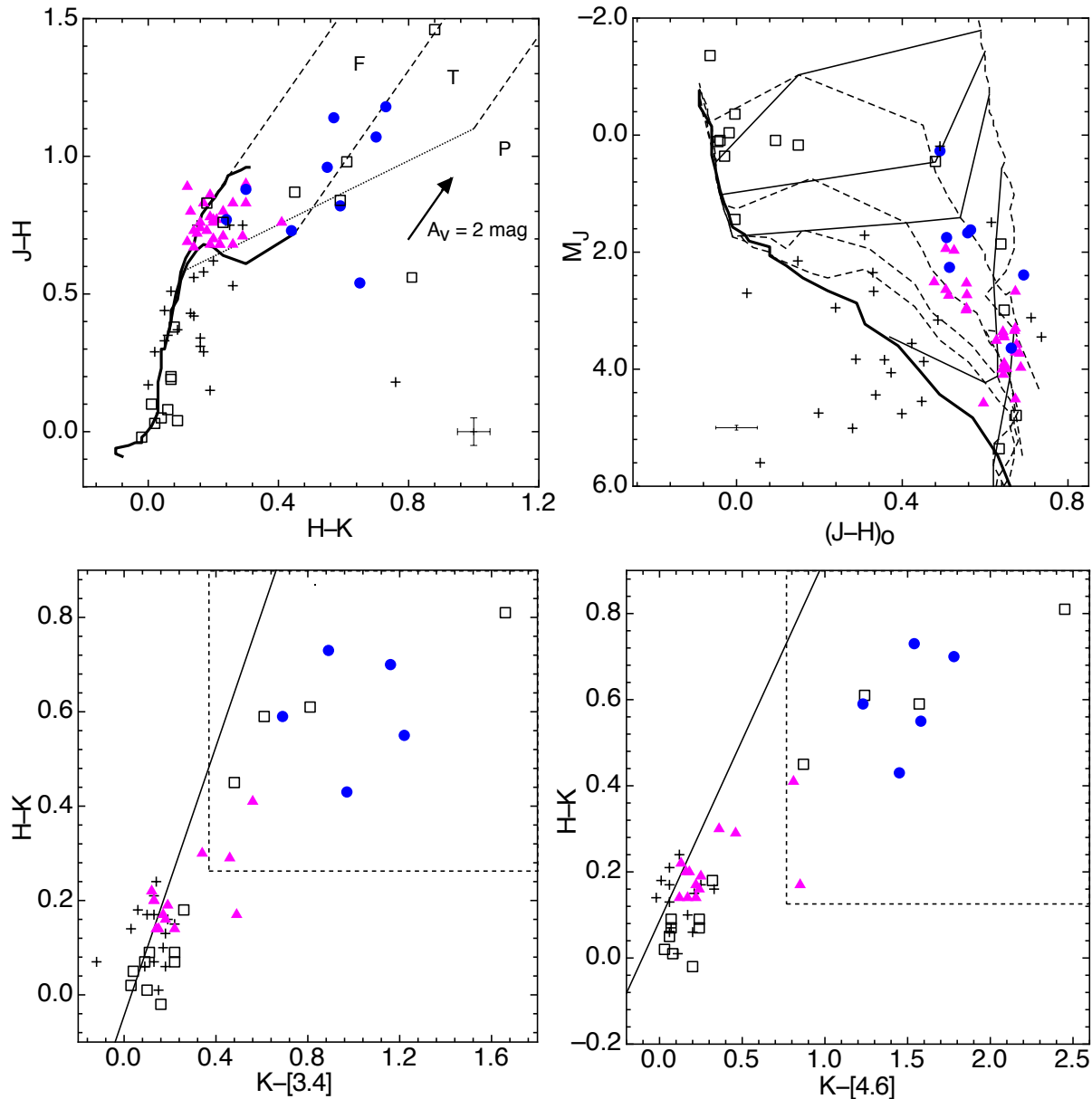
## 5 PHOTOMETRIC CHARACTERIZATION

In addition to the optical spectroscopic criteria adopted to classify the young stars, we performed an analysis using the near- and mid-IR data available for our sample. The IR characterization presented in this Section is based on colour-colour and colour-magnitude diagrams that provide means to evaluate reddening, ranges of masses and ages, as well as evolutionary class, traced by the IR excess (Sect. 5.1). We also searched for indications of the presence of circumstellar disc, by using a genetic algorithm code to fit the observed spectral energy distribution (Sect. 5.2).

### 5.1 Infrared colours

Figure 6 shows the  $J-H$  vs.  $H-K$  diagram for 74 objects of our sample having good quality *2MASS* data, among them are 52 of the identified young stars and candidates. The solid curves represent the main-sequence and giant stars (Bessell & Brett 1988). The dashed lines represent the reddening vectors and the dotted line indicates the expected locus of T Tauri stars (Meyer et al. 1997). Following Jose et al. (2011) we use three regions (F, T and P) in the diagram to classify the objects. The F region is bounded by the reddening vectors for main-sequence stars, here we find reddened field stars and young stars with little or no excess in the near-IR (usually WTTs, but CTTs may also be present). The objects found to the right of the F region show near-IR excess. In the T region, in particular, we expect to find mostly CTTs





**Figure 6.** *Upper Panels:* 2MASS colour-colour and colour-magnitude diagrams for our sample. CTTs and WTTs are respectively represented by filled circles and triangles. Open squares show the PMS star candidates and crosses indicate the probable field stars. *Left Panel:* The locus for the main-sequence and giants (solid curves) are from Siess et al. (2000) and Bessell & Brett (1988). T Tauri stars are expected to be found above the dotted line (Meyer et al. 1997). Dashed lines represent the reddening vectors. *Right Panel:* Isochrones with ages of 0.1, 1, 5, 10 and 15 Myr and the ZAMS (thick line) from Siess et al. (2000). The thin lines represent the tracks for masses of 0.2, 1, 2, 3 and 4  $M_{\odot}$ . *Lower Panels:* 2MASS - WISE diagrams. The thick lines correspond to the reddening vectors, using the extinction law by Flaherty et al. (2007). The dashed lines delimit the region occupied by PMS stars in the sample of Cusano et al. (2011).

with high near-IR excess. In the P region we can find Class I objects.

It can be noted in Fig. 6 that most of the field stars follow the trend of the main-sequence curve, while the WTTs identified in our sample fall in the region expected for young objects with low near-IR excess. The objects identified as CTTs tend to show at least some near-IR excess, which is consistent with their classification since it is indicative of the presence of circumstellar material.

The extinction affecting our sample was determined us-

ing the observed and intrinsic  $J-H$  colours, derived from the spectral types, to estimate  $A_K = ([J-H]_{obs} - [J-H]_o)/0.95$  (Fang et al. 2013). We adopted a normal total-to-selective extinction value ( $R_V=3.1$ ) and the extinction law of Cardelli et al. (1989).

Using the 2MASS data corrected for reddening, in Fig. 6 we also show the  $M_J$  vs.  $(J-H)_o$  colour-magnitude diagram with isochrones ranging from 0.1 Myr to the zero-age main sequence (ZAMS) from Siess et al. (2000). Adopting ranges defined by the isochrones separation, we can evaluate

the distribution of ages in our sample. The majority of the identified young stars are mainly in the 0.1 - 5 Myr range, in agreement with the results obtained from measurements of the lithium line (Sec. 4.3) and also with the ages determined by Gregorio-Hetem et al. (2009) for the cluster close to Z CMa and by Soares et al. (2008) for a cluster associated with the BRC 27 cloud. Only 16% are in the range from 5 - 10 Myr and 1 object has an age above 10 Myr.

The near-IR colour-magnitude diagram also shows that most stars have less than 1  $M_{\odot}$ , while a significant fraction (29%) is in the range of 1 - 2  $M_{\odot}$ , consistent with the expected masses for T Tauri stars. Only five candidates have more than 4  $M_{\odot}$ , which were previously identified as B-type stars in the literature. The distribution of masses and ages is represented by the histograms in Fig. 7.

Most of the field stars are found near the MS (ages > 20 Myr) or are located below this line, which means that they are not associated with the cloud.

In the diagrams  $H-K$  vs.  $K-[3.4]$  and  $H-K$  vs.  $K-[4.6]$  in Fig. 6, we combine data from the *WISE* and *2MASS* catalogues. As in the *2MASS* colour-colour diagram, the location of objects on the right side of the reddening vector is an indication of excess in the mid-IR. We adopted the same extinction law given by Flaherty et al. (2007) for IRAC 1 and 2 (3.6 and 4.5  $\mu\text{m}$ , respectively) bands. As the differences between these wavelengths and bands *WISE* W1 (3.4  $\mu\text{m}$ ) and W2 (4.6  $\mu\text{m}$ ) are minimal, they can be ignored (Scholz, Froebrich & Wood, 2013).

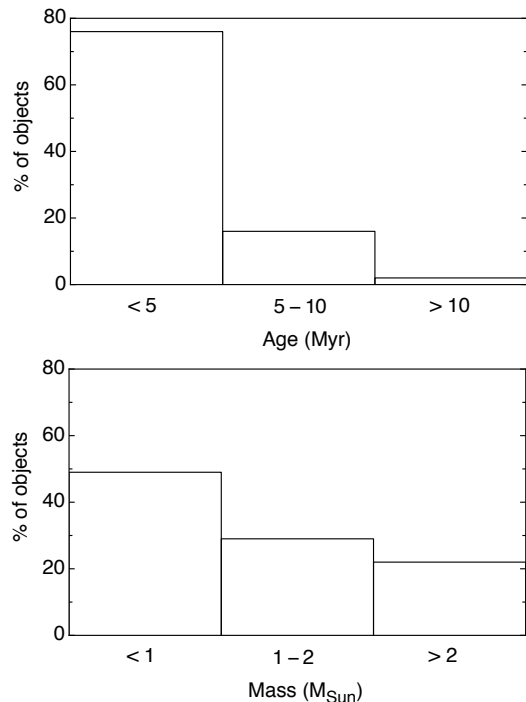
We also highlight in Fig. 6 the regions where Cusano et al. (2011) found a concentration of reddened PMS objects identified in their study of star forming region Sh 2-284. Compared to our sample, we see that these regions coincide with the location of the CTTs classified by us. On the other hand, most of the stars classified as WTTs fall along the reddening vector.

## 5.2 SED fitting

One of the explanations for the infrared excess is the dust emission due to the presence of a circumstellar disc. Aiming to estimate a possible circumstellar emission in our sample, we used a disc model to fit the observed SED of the objects for which the mid-IR (*WISE*) data are available. The SED fitting was obtained with the GADisk code developed by Hetem & Gregorio-Hetem (2007) that uses genetic algorithm to optimize the parameter estimation. GADisk is based on the flared disc configuration suggested by Dullemond et al. (2001) for a passively irradiated circumstellar disc with an inner hole. Different disc components contribute to the total emitted flux in addition to the stellar emission. The circumstellar flux can be expressed as a fraction of the integrated observed flux, defined by  $f_c = F_{total} - F_{star} / F_{total}$ .

Figure 8 shows examples of the synthetic reproduction of the observed SEDs. Three curves calculated by GADisk illustrate the expected variation in the estimation of integrated flux, where the thick line indicates the best fitting. In the case of source No. 5a, for example,  $f_c$  is 46% with lower and upper levels varying from 43% to 47%, which is the typical dispersion found in our sample, leading us to adopt an error of 6% in the estimation of  $f_c$ .

For comparison, Fig. 8 also shows an example of the photosphere emission calculated with the Kurucz model by



**Figure 7.** Age and Mass distribution of the PMS stars and candidates.

adopting the stellar temperature that gives the best fitting of the unreddened observed data, which means the minimum expected effective temperature.

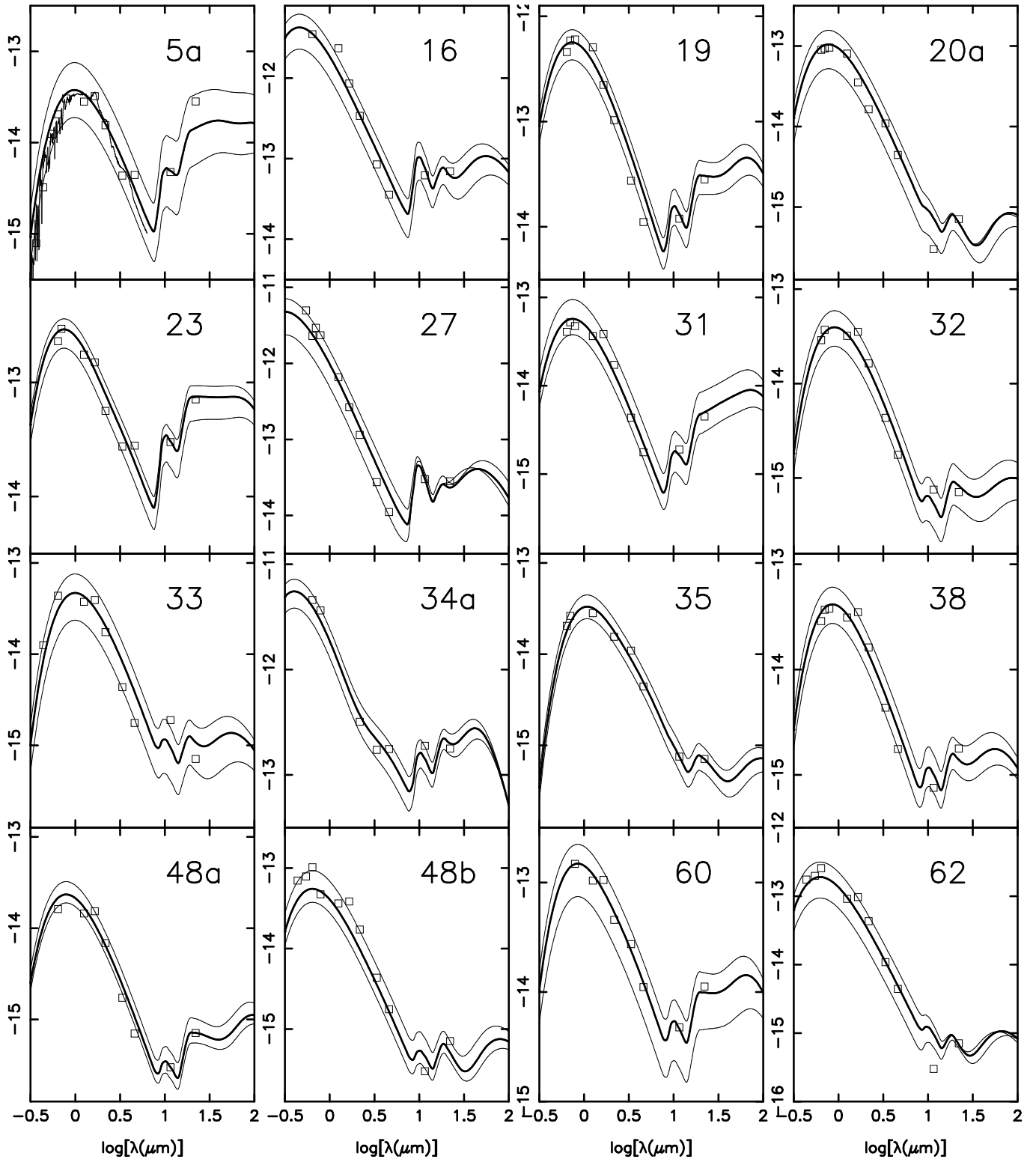
The parameters obtained from the SED fitting: stellar temperature ( $T_*$ ), visual extinction ( $A_{V, \text{sed}}$ ), and  $f_c$ , are given in Table 3. It is interesting to note that these results can also be used as an independent confirmation of the spectral classification and the adopted extinction.

Significant circumstellar emission ( $f_c > 10\%$ ) is found for 14 objects: 1 H Ae, 5 WTT, and 8 CTT stars, most of them showing IR excess in the colour-colour diagrams of Fig. 6. Even if the SED fitting could not be performed for the whole sample (due to the lack of mid-IR photometry), we can guess that those objects not detected by *WISE* probably do not show significant IR excess neither circumstellar emission. In this case, we suggest that among our sample of 47 young stars (excluding ZAMS and field stars) 70% can be considered disc-less.

Similarly to the results found by Oliveira et al. (2013b) for the members of the Serpens cloud, the comparison between the age distribution of the disc-less and disc-bearing stars coexisting in Sh 2-296 show no significant difference, suggesting that stars without discs are not typically older, but rather had shorter disc lifetimes.

## 6 CONFIRMING THE NATURE OF THE CANDIDATES

The detailed analysis of the photometric characteristics and SED fitting allowed us to better evaluate the nature of candidates that could not be unambiguously identified as PMS stars by our spectroscopic characterization. In this section we discuss the reasons for their classification and give in



**Figure 8.** Spectral energy distribution of PMS stars. The open squares represent the dereddened flux at each band in units of Watt  $\text{m}^{-2}$ . The solid lines represent the best SED fitting. An example of the Kurucz model for normal photospheres of the same spectral type as the star is shown for object No. 5a.

**Table 3.** List of young stars and candidates. The X-ray emission is relative to the minimum value of 0.7 counts/ks detected with *XMM-Newton* for this sample. Equivalent width of H $\alpha$  and Li I lines, spectral types and visual extinction were derived from the spectroscopic analysis. Stellar temperature ( $T_*$ ),  $A_{V_{sed}}$  and  $f_c$  are results from the SED fitting. The last column lists other references for the objects found in the literature.

ID	$F_X$ (0.7 cnt/ks)	WH $\alpha$ ( $\text{\AA}$ )	WLi ( $\text{\AA}$ )	Sp. T.	$T_{eff}$ (K)	$A_V$ (mag)	$T_*$ (K)	$A_{V_{SED}}$ (mag)	$f_c$ (%)	Class.	Refs.
1		-13.9	0.32	M6	2990					WTT	
3		-11.0		M6	2990					field	
4		-4.1		M5.5	3060	1.1				field	
5a	4.0	-2.2	0.55	M1.5	3630	0.7	3750	0.5	46	WTT	
6	2.6	-4.0	0.60	M1.5	3630	0.9				WTT	
7	2.4	-5.8	0.56	M3	3415					WTT	
8	3.0	-0.2	0.35	K3	4873	0.9				WTT	
9		-137.2		M6	2990	1.5	3000	1.5	29	CTT?	
10a	14.6						11259	2.0	1	ZAMS	[HRW] 11a / CMaX66
10b		-19.0	0.45	K2	5047	3.9	4900	2.0	38	CTT	
11		-1.9	0.51	M1	3705	1.8				WTT	
12		-1.8	0.42	K5	4493	1.7				WTT	
13	3.6	-22.5	0.32	K4	4698	2.2	4867	2.5	11	CTT	
14	3.1	-19.4	0.36	K2	5047	2.0	6102	2.0	33	CTT	
15	1.0	-2.2	0.52	K7	4147	0.4				WTT	
16	8.4	4.7					8000	3.0		ZAMS	[SEI99] 91
17	2.3	-3.8	0.61	K7/M0	4078	0.5				WTT	
18	1.0	-104.6		M5.5	3060	2.9	3285	3.0	33	CTT?	
19	3.1	2.9					8039	2.0	3	ZAMS	
20a	7.3	-1.9	0.45	K4	4698	1.3	4750	1.0	2	WTT	CMaX71
20b		-2.8	0.44	M2	3560	1.0				WTT	
21		-2.1	0.37	K7/M0	4078	0.2				WTT	
22	2.2		0.38	K4	4698	2.4	4574	3.0	14	WTT	
23		-36.3	0.37	K4	4698	4.3	4900	4.0	33	CTT	
24	4.0	-0.5	0.46	K3	4873	1.3	4821	1.0	1	WTT	
25	1.0	-10.6	0.54	M1.5	3630	1.7				WTT	
26	1.3	-6.4	0.70	M6	2990	0.8				WTT	
27	4.6	3.2					11500	2.0	2	ZAMS	[SEI99] 95
29	2.3	-3.3	0.50	M1.5	3630	2.2	3800	1.8	3	WTT	
30	3.0	-14.3	0.38	K1	5190	6.0	4590	4.0	35	CTT	
31		-0.7	0.52	K2	5047	2.6	4935	1.5	18	WTT	
32	1.9		0.44	K7	4147	0.7	4076	1.0	8	WTT	
33		em?		M3	3415	1.6	3693	1.6	6	TT?	
34a	11.6	-11.7					10436	4.0	36	H Ae?	[OSP2002] BRC27 33
34b							15010	1.0	0	ZAMS	[SEI99] 99 / CMaX75
35		-6.9	0.47	M1.5	3630	0.3	3477	0.5	8	WTT	
36a	22.3	-17.4	0.47	M1	3705	3.8				CTT	[CPO2009] 84
36b		-10.0	0.42	M3	3415					WTT	
36c		-3.4		K0	5334	8.5				CTT?	[CPO2009] 107
36d		-3.1	0.56	K7	4147	1.6				WTT	
37	3.1	-27.7	0.39	M0	4008	0.9				CTT	
38	4.3	-1.6	0.64	K4	4698	1.0	4278	1.7	7	WTT	
39	1.3	-1.9	0.53	K7	4147	1.1				WTT	
40	8.1						8640	0.0	0	ZAMS	[SEI99] 102
41		-1.0	0.47	K4	4698	1.5				WTT	
43	2.7						10000	0.0	0	ZAMS	[SEI99] 103
44	11.0	1.1	0.29	K2	5047	3.3				WTT	
45	8.3	3.1					7524		0	ZAMS	[SEI99] 114 / CMaX82
46	11.4	-7.6	0.67	M6	2990	0.8	2800	0.8	8	WTT	
47		-6.0	0.34	M4	3270	2.0	3532	0.0	15	WTT	
48a	10.9	-2.6	0.64	K7	4147	1.6	4600	1.5	9	WTT	
48b		-2.6	0.52	K1	5190	2.1	5718	1.5		WTT	
50	3.1	-1.4	0.51	K2	5047	1.5				WTT	CMaX86
55	16.0	-1.7	0.50	K4	4698	1.6	4532	1.0	14	WTT	
60	9.3	-46.2					4330	2.0	15	CTT?	CMaX89
61							10245	1.0	0	ZAMS	[SEI99] 121
63	25.7	-0.2	0.20	K2	5047	1.5	5225	1.5	2	WTT	
72	1.4	-3.1	0.34	M3	3415	1.1				WTT	

Table 3 the final list of PMS stars and candidates of our sample.

#### *T Tauri stars*

Object 07035805–1132398 (No. 25) is located in the interface between WTT and CTTs according both the criteria presented in Sec. 4.2. However, the near-IR characteristics suggest this object being most likely a WTT.

The candidates 07035542–1135149 (No. 18) and 07035043–1133425 (No. 9) have infrared colours consistent with T Tauri stars, late spectral type and show very strong H $\alpha$  emission. The non-detection of the Li I line is most likely caused by veiling. According to the criteria presented in Sec. 4.2, these objects would be classified as CTTs.

Object 07040224–1124188 (No. 33) also did not have the Li line detected and it shows H $\alpha$  emission combined with absorption, suggesting variability of the line. It is located in the region F at the near-infrared colour-colour diagram and could be either a reddened main-sequence star or a young object with little or no near-IR excess. However, its position compared to the isochrones on the colour-magnitude diagram, suggests that this object has an age of about 1 Myr and is probably a T Tauri star.

For object 07042625–1131207 (No. 60) we acquired a very low quality spectrum and could not determine spectral type or measure the Li line, but it has a strong H $\alpha$  emission. This object is a X-ray emitting source and also shows significant infrared excess, more distinguishably at 3.4 and 4.6  $\mu\text{m}$  (see Fig. 6). Assuming an average visual extinction of  $A_v = 1.0$  mag, the location at the colour-magnitude diagram suggests an age of less than 1 Myr and a mass lower than 2  $M_\odot$ , thus we classify this object as a CTT.

#### *Intermediate-mass stars*

The near-IR colour-magnitude diagram in Fig. 6 clearly shows a group of intermediate-mass objects, which were classified as ZAMS.

Objects 07035152–1134557 (No. 10a), 07035486–1134340 (No. 16) 07035880–1135311 (No. 27), 07040234–1125393 (No. 34b), 07040393–1126097 (No. 40), 07040542–1128562 (No. 43) and 07041588–1124055 (No. 45) are associated with X-ray sources with emission consistent to those of other PMS stars in our sample. They have been identified as early type YSO candidates associated with CMa R1 by Herbst, Racine and Warner (1978) and Shevchenko et al. (1999).

Rebull et al. (2013) also studied two of these objects (No. 34b and 40) as part of the bluest YSO candidates in the region of BRC 27, however their analysis of the SEDs could not confirm the young nature of these objects since they did not detect IR excess for No. 40 and only identified an uncertain IR excess for No. 34b. We were only able to evaluate the SED for No. 40, since No. 34b has no *WISE* data, and have also not found any contribution from circumstellar emission.

Object 07035564–1132468 (No. 19) presents X-ray emission consistent with other identified PMS candidates, however we have not observed H $\alpha$  emission or infrared excess. The SED fitting derived a temperature of 8000 K for this star and its position on the colour-colour and colour-magnitude

diagrams suggests this is a ZAMS object not identified in the previous works found in the literature.

Another intermediate mass object is 07040225–1125429 (No. 34a). We detected H $\alpha$  emission in its spectrum and it has also been previously identified as an emission line star associated with BRC 27 by Ogura et al. (2002) and mentioned by Rebull et al. (2013) as needing confirmation as a young star. The inspection of the SED, near- and mid-IR colour-colour diagrams in Fig. 6 shows that this object has significant IR excess associated with a circumstellar component and an age between 1 and 5 Myr. We classify this object as a Herbig Ae candidate.

#### *Probable field stars*

There are two other objects showing H $\alpha$  emission for which we have not detected the Li line: 07034606–1135120 (No. 3) and 07034651–1135118 (No. 4). For these objects we could not find any other confirmation of youth through the photometric characteristics or SED fitting. For this reason, we consider they are most likely active M-type field stars.

## 7 SUMMARY AND CONCLUDING REMARKS

We used optical spectroscopy to select and characterize counterparts of a sample of X-ray sources detected in the Sh 2-296 nebula, associated with the Canis Major R1 star-forming region. The spectroscopic data was complemented with photometry from different publicly available catalogues, covering a wide wavelength range from the optical (0.44  $\mu\text{m}$ ) to the mid-IR (22  $\mu\text{m}$ ).

Among 83 stars observed with *Gemini+GMOS*, we were able to identify 41 T Tauri stars with basis on the presence of the H $\alpha$  and Li I lines. We have determined spectral types for the majority of the sample, by comparing the continuum and TiO band shapes to libraries of stellar spectra. Using criteria with basis in the H $\alpha$  emission we were able to distinguish between Classical and Weak T Tauri in our sample, finding a CTT fraction of 17%.

Other 17 young star candidates were also selected to have their nature confirmed by using the near- and mid-IR photometry as indicator of the circumstellar characteristics. Colour-colour and colour-magnitude diagrams revealed the objects among them showing IR excess and allowed us to estimate ranges of mass and age. The fraction of circumstellar emission was estimated by a SED fitting, performed with the code GADisk.

The IR characterization indicates that 5 candidates showing H $\alpha$  emission and/or association with X-ray source probably are T Tauri stars, where 4 of them possibly are CTTs. If this suggestion is confirmed, the total number of T Tauri stars in our sample would increase from 41 to 46, while the number of CTTs would change from 7 to 11. In this case, the fraction of CTTs in our sample would be of 24%.

Our results indicate that other 9 young star candidates not showing H $\alpha$  emission, neither IR excess are ZAMS objects, confirming the identification found in the literature as B stars associated with Sh 2-296 for 8 of these candidates.

Among the objects indicated as YSO candidates in the literature, the stars No. 5a, 20a, 36a and 50 are confirmed in

the present work as T Tauri stars. We were able to identify No. 37, and 60 as probable T Tauri stars, by the analysis of their photometric characteristics. We also confirm the nature of object No. 34a as a Herbig Ae star, which was previously identified by Rebull et al. (2013) but still required spectroscopic confirmation of youth. These confirmations reinforce that to efficiently identify and characterize young stellar objects it is essential to evaluate data at multiple wavelengths.

Overall, we confirmed the youth of 47 stars in the region of Sh 2-296, most of them not previously identified in the literature.

In spite of our investigation being restricted to a small area, a trend of spatial distribution can be noted. The GMOS field CMaX 66, encompassing the star Z CMa and the cluster VDB 92, contains 40% of the young stars revealed in the present work. The other two studied fields (CMaX 71 and CMaX 75) that also coincide with the edge of Sh 2-296 present, each one, 24% of the detected young stars. On the other hand, the field CMaX 89 that is found to the east side of the Sh 2-296 edge, contains only 12% of the young stars.

A more extensive and detailed study of the young stellar population in this region is still required to help elucidate the star formation history of CMa R1 and the origins of Sh 2-296. Our team is developing an ongoing work that expands our sample to about 400 new X-ray sources discovered by us (Santos-Silva et al. in preparation). We are already performing analysis and acquiring spectroscopic data for these new candidates.

## ACKNOWLEDGMENTS

Part of this work was supported by CAPES/Cofecub Project 712/2011. BF thanks CNPq Project 142849/2010-3. JGH acknowledges partial support from FAPESP Proc. No. 2010/50930-6. This publication makes use of data products from the Two Micron All Sky Survey, which is a joint project of the University of Massachusetts and the Infrared Processing and Analysis Center/California Institute of Technology, funded by the National Aeronautics and Space Administration and the National Science Foundation.

## REFERENCES

- Barrado y Navascués, D., & Martín, E. L. 2003, *Astronomical Journal*, 126, 2997
- Baraffe, I., & Chabrier, G. 2010, *Astronomy and Astrophysics*, 521, A44
- Bayo, A., Barrado, D., Stauffer, J., et al. 2011, *Astronomy and Astrophysics*, 536, A63
- Bessell, M. S., & Brett, J. M. 1988, *Astronomical Society of the Pacific, Publications*, 100, 1134
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, *Astrophysical Journal*, 345, 245
- Chauhan, N., Pandey, A. K., Ogura, K., et al. 2009, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 396, 964
- Cusano, F., Ripepi, V., Alcalá, J. M., et al. 2011, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 410, 227
- da Silva, L., Torres, C. A. O., de La Reza, R., et al. 2009, *Astronomy and Astrophysics*, 508, 833
- Dullemond, C. P., Dominik, C., & Natta, A. 2001, *Astrophysical Journal*, 560, 957
- Fang, M., Kim, J. S., van Boekel, R., et al. 2013, *Astrophysical Journal*, 207, 5
- Flaherty, K. M., Pipher, J. L., Megeath, S. T., et al. 2007, *Astrophysical Journal*, 663, 1069
- Gregorio-Hetem, J., Montmerle, T., Rodrigues, C. V., et al. 2009, *Astronomy and Astrophysics*, 506, 711
- Herbst, W., Racine, R., & Warner, J. W. 1978, *Astrophysical Journal*, 223, 471
- Hetem, A., & Gregorio-Hetem, J. 2007, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 382, 1707
- Jose, J., Pandey, A. K., Ogura, K., et al. 2011, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 411, 2530
- Le Borgne, J.-F., Bruzual, G., Pelló, R., et al. 2003, *Astronomy and Astrophysics*, 402, 433
- Luhman, K. L., Stauffer, J. R., Muench, A. A., et al. 2003, *Astrophysical Journal*, 593, 1093
- Martín, E. L., Montmerle, T., Gregorio-Hetem, J., & Casanova, S. 1998, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 300, 733
- Mentuch, E., Brandeker, A., van Kerkwijk, M. H., Jayawardhana, R., & Hauschildt, P. H. 2008, *Astrophysical Journal*, 689, 1127
- Meyer, M. R., Calvet, N., & Hillenbrand, L. A. 1997, *Astrophysical Journal*, 114, 288
- Mortier, A., Oliveira, I., & van Dishoeck, E. F. 2011, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 418, 1194
- Murphy, S. J., Lawson, W. A., & Bessell, M. S. 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 435, 1325
- Ogura, K., Sugitani, K., & Pickles, A. 2002, *Astrophysical Journal*, 123, 2597
- Oliveira, I., Merín, B., Pontoppidan, K. M. & van Dishoeck, E. F. 2013a, *Astrophysical Journal*, 762, 128
- Oliveira, I., van der Laan, Brown, J. M. 2013b, *Astronomical Journal*, 146, 105
- Prisinzano, L., Micela, G., Sciortino, S., Affer, L., & Damiani, F. 2012, *Astronomy and Astrophysics*, 546, A9
- Rebull, L. M., Johnson, C. H., Gibbs, J. C., et al. 2013, *Astrophysical Journal*, 145, 15
- Rojas, G., Gregorio-Hetem, J., Grosso, N., & Montmerle, T. 2006, *The X-ray Universe 2005*, 604, 107
- Scholz, A., Froebrich, D., & Wood, K. 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 430, 2910
- Shevchenko, V. S., Ezhkova, O. V., Ibrahimov, M. A., van den Ancker, M. E., & Tjin A Djie, H. R. E. 1999, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 310, 210
- Siess, L., Dufour, E., & Forestini, M. 2000, *Astronomy and Astrophysics*, 358, 593
- Soares, J. B., & Bica, E. 2003, *Astronomy and Astrophysics*, 404, 217
- Soares, J. B., & Bica, E. 2002, *Astronomy and Astrophysics*, 388, 172
- Soares, J. B., Bica, E., Ahumada, A. V., & Clariá, J. J. 2008, *Astronomy and Astrophysics*, 478, 419
- Sugitani, K., Fukui, Y., & Ogura, K. 1991, *Astrophysical Journal Supplement Series*, 77, 59
- van den Bergh, S. 1966, *Astrophysical Journal*, 71, 990.

White, R. J., & Basri, G. 2003, *Astrophysical Journal*, 582, 1109

Wiramihardja, S. D., Kogure, T., Nakano, M., & Yoshida, S. 1986, *Astronomical Society of Japan, Publications*, 38, 395





## Observações da região inter-aglomerados

Nosso grupo obteve recentemente dados em raios-X do satélite *XMM*, com 4 campos de visada (30' cada campo) cobrindo a área contida entre dois aglomerados próximos as estrelas Z CMa e GU CMa, a qual denominamos “inter-aglomerados”. Os dados *XMM* ainda estão sendo analisados, mas os resultados preliminares indicam a presença de cerca de 400 fontes de raios-X. Submetemos propostas para os observatórios *Gemini-Sul* e *Gemini-Norte* com o intuito de observar campos adicionais na região.

Nos semestres 2010B, 2011A e 2011B, foram observadas pré-imagens de novos campos e preparamos as máscaras correspondentes, porém os espectros não foram observados.

Para o semestre 2013A, em colaboração com a Dra. Silvia Alencar (UFMG), submetemos uma proposta para o observatório *Gemini Sul* com o intuito de observar 12 campos adicionais na região “inter-aglomerados” (ver Figura B.1), sendo que as observações incompletas nos semestres anteriores já haviam permitido a preparação das máscaras para três desses campos.

Propusemos então a observação de 9 campos no modo de imagem, com o filtro de banda larga *R* ( $0,63 \mu\text{m}$ ) para identificar todas as contrapartidas ópticas das fontes de raios-X na região. Para o total de 12 campos (Figura B.2), solicitamos espectroscopia de multi-objetos com a grade R400, centrada em 655 nm, cobrindo assim o intervalo espectral contendo as linhas  $\text{H}\alpha$  e Lítio.

Em cada campo tentamos posicionar as fendas nas máscaras de modo a cobrir o maior número possível de candidatas a contrapartidas ópticas de fontes de raios-X. Para a colocação das fendas adicionais avaliamos, a partir de dados 2MASS, o excesso (H-K) dos objetos no campo. Demos prioridade à observação das estrelas com maior excesso por terem maior chance de serem objetos jovens não detectados nas observações em raios-X.

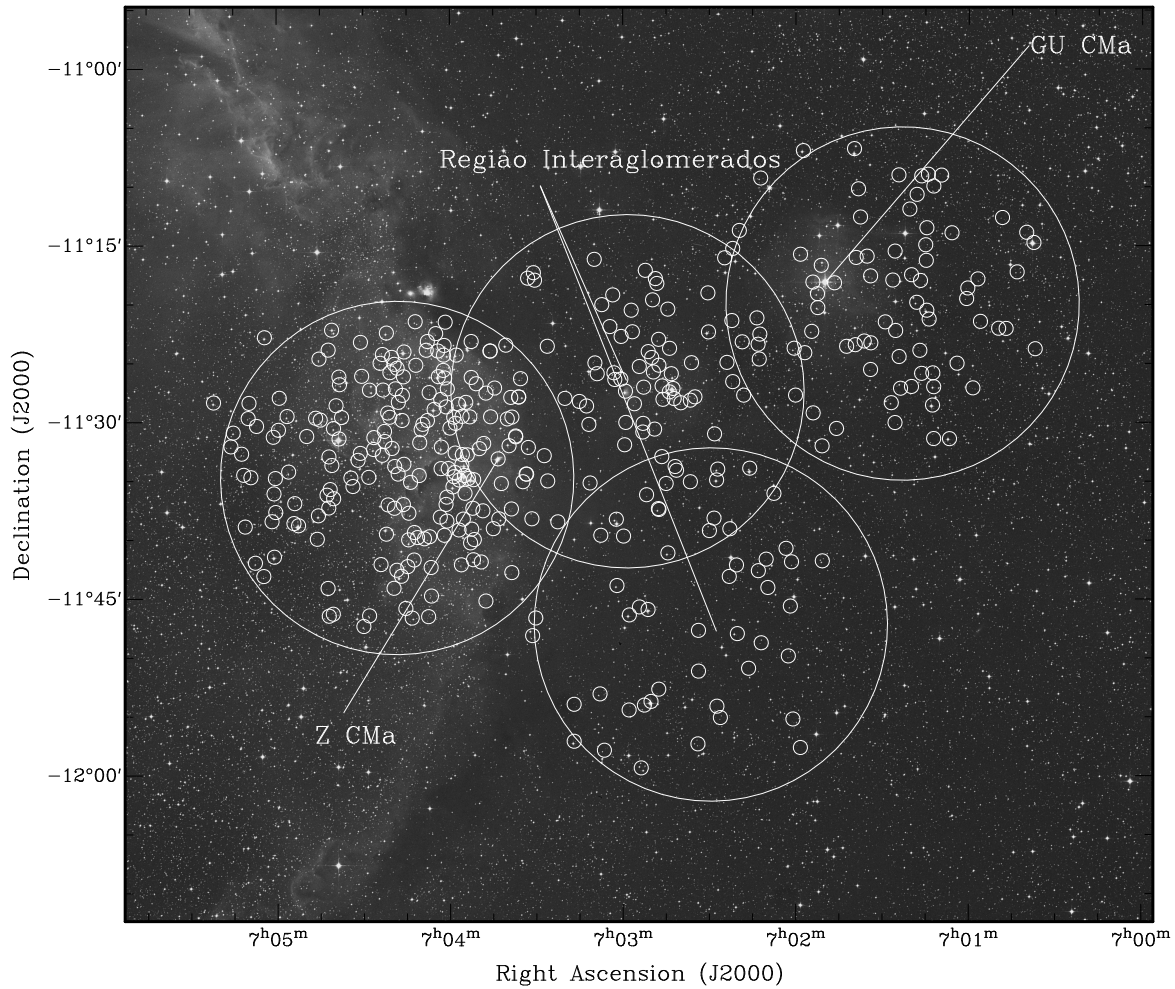


Figura B.1: Imagem óptica (DSS-R) de CMA R1. Os contornos em branco representam os novos campos observados com o *XMM-Newton* e fontes de raios-X detectadas com  $S/N > 3.5$  (círculos brancos). São indicadas as regiões dos aglomerados próximos a Z CMA e GU CMA e a região denominada “inter-aglomerados”.

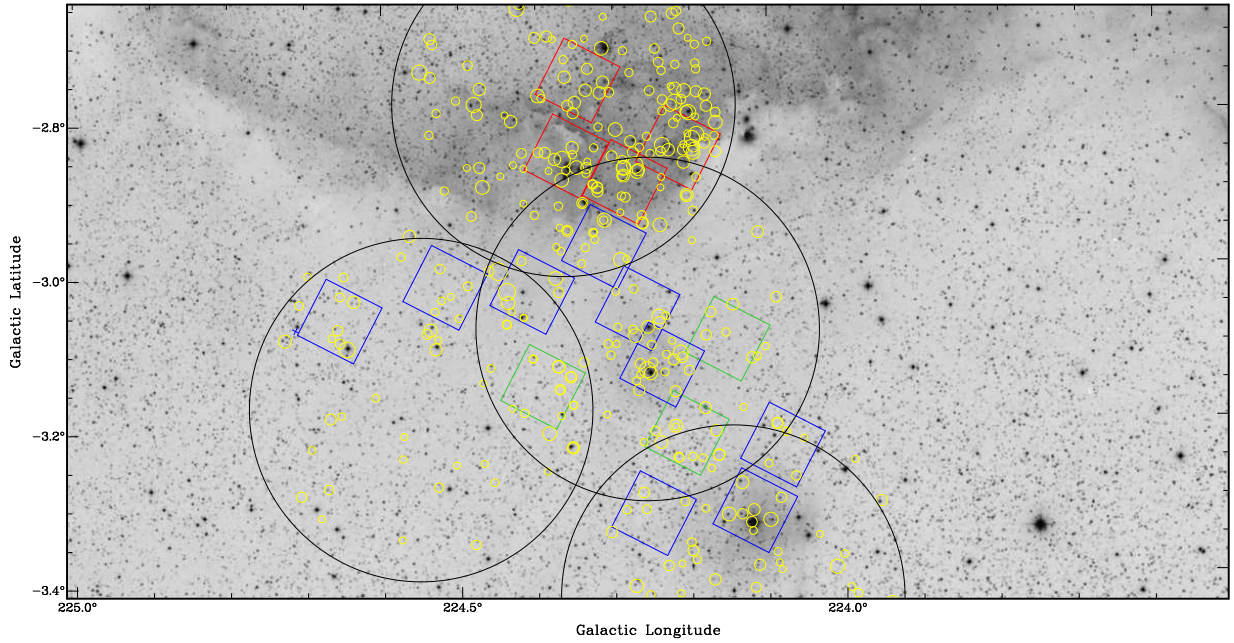


Figura B.2: Imagem óptica (DSS-R) de CMa R1, os contornos em preto representam os campos observados com o *XMM-Newton* e fontes de raios-X detectadas com  $S/N > 3.5$  são indicadas por círculos amarelos proporcionais à sua emissão. Novos campos foram propostos para ser observados com o GMOS, indicados por quadrados azuis e verdes, que correspondem àqueles que possuem máscaras prontas. Quadrados vermelhos representam os campos que já haviam sido observados previamente com o GMOS.

Um exemplo de uma das máscaras se encontra na Figura 2.2.

Nossa proposta (GS-2013A-Q-68) foi aprovada para Banda 2 e espectroscopia de multi-objetos foi obtida para 8 dos campos propostos, cobrindo parte da região ‘inter-aglomerados’ e o grupo próximo a GU CMa. Os novos espectros obtidos ainda estão sendo reduzidos. As pré-imagens na banda *R* também foram obtidas para os quatro campos restantes.

Elaboramos também um pedido de tempo que foi submetido ao telescópio VLT do ESO para o segundo semestre de 2013, em colaboração com o Dr. Jorge Meléndez (IAG-USP) e a Dra. Silvia Alencar (UFMG). Neste caso, para espectroscopia multi-objetos utilizaríamos fibras ópticas do *VLT+FLAMES*, com o *GIRAFFE* no modo *MEDUSA*, cobrindo uma área cerca de 20 vezes maior do que obtida com o GMOS. Este projeto não foi aprovado, porém devemos submeter propostas similares no futuro, uma vez que além da maior vantagem na cobertura espacial, essa nova estratégia observacional permite a obtenção de dados com maior resolução espectral, necessária para estudos mais detalhados tanto dos parâmetros estelares (temperatura efetiva e gravidade superficial), como para investigar a composição química de nossa amostra.



## Probing the anomalous extinction of four young star clusters: the use of colour-excess, main-sequence fitting and fractal analysis

Neste artigo, publicado em 2012 na revista *Astronomy and Astrophysics*, apresentamos um estudo da lei de extinção em quatro aglomerados estelares jovens: Berkeley 86, NGC 2264, NGC 2244, e NGC 6530. Em colaboração com Prof. Dr. Annibal Hetem Jr., desenvolvemos um algoritmo para ajuste automático de diagramas cor-cor e um método baseado em estatística fractal para correlacionar a densidade espacial projetada dos membros dos aglomerados com a estrutura da nuvem molecular à qual estão associados.

A análise de possíveis anomalias na extinção na região de CMa R1 e um estudo da estrutura da nuvem correlacionada com os diversos grupos estelares nela identificados seriam perspectivas interessantes de continuidade do presente trabalho.

# Probing the anomalous extinction of four young star clusters: the use of colour-excess, main-sequence fitting and fractal analysis<sup>★</sup>

B. Fernandes<sup>1</sup>, J. Gregorio-Hetem<sup>1</sup>, and A. Hetem Jr.<sup>2</sup>

<sup>1</sup> Universidade de São Paulo, IAG, rua do Matão 1226, 05508-900 São Paulo, Brazil  
e-mail: bfernandes@astro.iag.usp.br

<sup>2</sup> Universidade Federal do ABC, CECS, rua Santa Adélia 166, 09210-170 Santo André, SP, Brazil

Received 10 July 2011 / Accepted 22 February 2012

## ABSTRACT

**Aims.** We studied four young star clusters to characterise their anomalous extinction or variable reddening and assess whether they could be due to contamination by either dense clouds or circumstellar effects.

**Methods.** We evaluated the extinction law ( $R_V$ ) by adopting two methods: (i) the use of theoretical expressions based on the colour-excess of stars with known spectral type; and (ii) the analysis of two-colour diagrams, where the slope of the observed colour distribution was compared to the normal distribution. An algorithm to reproduce the zero-age main-sequence (ZAMS) reddened colours was developed to derive the average visual extinction ( $A_V$ ) that provides the closest fit to the observational data. The structure of the clouds was evaluated by means of a statistical fractal analysis, designed to compare their geometric structure with the spatial distribution of the cluster members.

**Results.** The cluster NGC 6530 is the only object of our sample affected by anomalous extinction. On average, the other clusters suffer normal extinction, but several of their members, mainly in NGC 2264, seem to have high  $R_V$ , probably because of circumstellar effects. The ZAMS fitting provides  $A_V$  values that are in good agreement with those found in the literature. The fractal analysis shows that NGC 6530 has a centrally concentrated distribution of stars that differs from the substructures found in the density distribution of the cloud projected in the  $A_V$  map, suggesting that the original cloud was changed by the cluster formation. However, the fractal dimension and statistical parameters of Berkeley 86, NGC 2244, and NGC 2264 indicate that there is a good cloud-cluster correlation, when compared to other works based on an artificial distribution of points.

**Key words.** dust, extinction – stars: pre-main sequence – methods: statistical

## 1. Introduction

Extinction is one of the most well-known consequences of the dust present in the interstellar medium (ISM). The study of the effects of extinction on star-forming regions reveals properties of the interstellar material that helps to improve our understanding of the formation and evolution of stars.

Each line-of-sight has an extinction-law value that is characterised by the ratio of the total-to-selective extinction  $R_V = A_V/E(B - V)$  and depends on the composition of the ISM. According to [Savage & Mathis \(1979\)](#), the average value of this ratio in the diffuse ISM is 3.1, while in denser regions it might reach values in the range  $4 < R_V < 6$ . Anomalous extinction laws have been found in several star-forming regions ([Neckel & Chini 1981](#); [Chini & Krugel 1983](#); [Chini & Wargau 1990](#); [Pandey et al. 2000](#); [Samal et al. 2007](#)). In addition to the differences in the ISM characteristics, common explanations of high values of  $R_V$  are the selective evaporation of small grains by the radiation from hot stars, and grain growth in circumstellar environments (e.g. [van den Ancker et al. 1997](#)). The circumstellar hypothesis seems to be supported by the correlation between reddening and extinction found by [Sung et al. \(2000\)](#) for a sample of 30 stars. Most of these objects had their SED well-fitted

by assuming that  $R_V = 3.1$ , with some exceptions that show anomalous  $R_V$  and have high extinction probably owing to the circumstellar material. From the results of a polarimetric survey in the direction of the Lagoon Nebula (M8), [McCall et al. \(1990\)](#) estimated that  $R_V = 4.64 \pm 0.27$ , which they attributed to circumstellar effects. This anomalous  $R_V$  was obtained after removing the normal foreground extinction.

The dependence of the extinction law on wavelength has also been widely discussed in the literature, given the interest in identifying the characteristics of different types of grains causing the extinction, as well as the need to properly correct the reddening affecting the observational data. In general, a power law is adopted as the “universal extinction law” for wavelengths longer than  $1 \mu\text{m}$ . The power law ( $A_\lambda \propto \lambda^{-\beta}$ ) fits most extinction curves. However, it is recognised that the index  $\beta$  depends significantly on the line-of-sight. [Fitzpatrick & Massa \(2009\)](#) used data from the *Hubble* Space Telescope to investigate the extinction dependence on near-infrared (near-IR) wavelengths. They found that a “universal” law does not apply in this case and that the index  $\beta$  tends to decrease with increasing  $R_V$ . Instead of extrapolating the usual power law, [Fitzpatrick & Massa \(2009\)](#) suggest a different form, one independent of wavelength, that more closely describes the near-IR extinction (see discussion in Sect. 3.1).

One of the most important issues directly affected by the correct determination of extinction is the accuracy of the distance

<sup>★</sup> Appendix is available in electronic form at <http://www.aanda.org>



estimation. The cluster NGC 3603, for instance, has distances found in the literature varying from 6.3 kpc to 10.1 kpc, a discrepancy mostly due to errors in the reddening correction. Adopting the normal  $R_V$ , [Melena et al. \(2008\)](#) estimated a distance of 9.1 kpc for NGC 3603, while a distance of 7.6 kpc was found when they assumed the anomalous extinction law  $R_V = 4.3$  proposed by [Pandey et al. \(2000\)](#). The correct determination of distance is crucial to the estimation of physical parameters of open clusters, such as stellar masses and ages. In star-forming regions, special attention must be paid to the probable occurrence of either anomalous or differential extinction.

Several methods can be employed to estimate the interstellar extinction in the direction of young star clusters, which can be due to different effects: (i) the foreground in a given line-of-sight that is pervaded by interstellar material in-between the cluster and the observer; (ii) the presence of a dark cloud associated to the cluster; and (iii) the individual extinction caused by circumstellar material.

The use of a  $U - B$  versus (vs.)  $B - V$  colour-colour diagram is the classical method for estimating the average extinction towards open clusters (e.g. [Prisinzano et al. 2011](#)) and it is especially useful when there is a lack of spectroscopic observations (e.g. [Jose et al. 2011](#)).

In addition to colour-colour diagrams in the  $UBV$  bands, [Chini & Wargau \(1990\)](#) propose that two-colour diagrams (TCDs) are also interesting for the study of extinction. These diagrams are presented in the form  $V - \lambda \times B - V$ , where  $\lambda$  refers to different bands. The distribution of the stars in TCDs is roughly linear. Anomalies in the extinction law are determined by comparing the distribution of field stars (which follows a normal extinction law) with the distribution of the cluster members (which may follow an anomalous extinction law).

[Jose et al. \(2008\)](#) adopted TCDs to verify the extinction law in the direction of the cluster Stock 8, for instance. They found the same slope for the inner region of the cluster ( $r < 6'$ ) as for a larger area ( $r < 12'$ ), which also includes field stars. Another example is the cluster NGC 3603 for which [Pandey et al. \(2000\)](#) estimated that  $R_V = 4.3$ , indicating that there is a remarkable difference between the distributions of field stars and members of the cluster in the TCDs.

The aim of the present work is to characterise the extinction in the direction of different young star clusters, by determining the extinction law and searching for possible spatial variations. We selected four well-known clusters, whose characteristics are compiled in the *Handbook of Star forming regions* edited by Bo Reipurth (2008): Berkeley 86 is found in the Cygnus OB1 region ([Reipurth & Schneider 2008](#)); NGC 2244 is associated with the Rosette Nebula ([Róman-Zúñiga & Lada 2008](#)); NGC 2264 is related to the Mon OB1 association ([Dahm 2008](#)); and NGC 6530 is located near to the Lagoon Nebula ([Tothill et al. 2008](#)).

The motivation in choosing these well-known objects is to refine the previous extinction determinations, by adopting the same criteria for the selection and analysis of data sets, in order to compare our results with the characteristics of the cluster environments. The paper is organised as follows. Section 2 presents the sample and the information available in the literature for the members of the clusters and the clouds associated with them. Different methods are adopted in Sect. 3, which are designed to estimate  $R_V$  in the direction of the clusters. Section 4 describes an automatic method to fit the ZAMS reddened colours to the observed data, providing an accurate estimation of visual extinction. In Sect. 5, we develop an analysis of the fractal dimension of the clouds by comparing the spatial distribution of

**Table 1.** List of the studied clusters.

Cluster	$l$ ( $^\circ$ )	$b$ ( $^\circ$ )	$D$ ( $'$ )	$d$ (pc)	$A_V$ mag	$F_{100}$ $10^7$ Jy/Sr
Berkeley 86	76.7	+01.3	12	1585 <sup>a</sup>	1.7–2.5	12–15
NGC 2244	206.3	−02.1	29	1660 <sup>b</sup>	0.3–2.2	7–20
NGC 2264	202.9	+02.2	39	760 <sup>c</sup>	0.9–3.8	3–72
NGC 6530	6.1	−01.3	14	1300 <sup>d</sup>	3.2–4.2	69–500

**Notes.** Columns description: (1) identification; (2, 3) galactic coordinates; (4) diameter; (5) distance obtained from: <sup>(a)</sup> [Bhavya et al. \(2007\)](#); <sup>(b)</sup> [Johnson \(1962\)](#), [Park & Sung \(2002\)](#); <sup>(c)</sup> [Sung et al. \(1997\)](#); <sup>(d)</sup> [Mayne & Naylor \(2008\)](#).

cluster members with statistical parameters related to clustering. The discussion of the results and the conclusions are presented in Sect. 6. The colour diagrams utilised to study the extinction are presented in Appendix A.

## 2. Description of the sample

The list of clusters and their main characteristics are given in Table 1. This section is dedicated to summarising the information found in the literature, and to describing the adopted criteria used to select the cluster members and their available observational data. We also performed an analysis of visual extinction maps and far-IR images of clouds against which the clusters are projected.

### 2.1. Selected clusters

Berkeley 86 is a particularly small cluster associated with the Cygnus OB1 region. Its youth was revealed by the discovery of O type stars by [Sanduleak \(1974\)](#). [Bhavya et al. \(2007\)](#) found a distance of  $1585 \pm 160$  pc. They suggest that a low-level star-formation episode occurred 5 Myr ago, and that another more vigorous one has started in the past 1 Myr. [Reipurth & Schneider \(2008\)](#) compare the gas and dust distributions in the Cygnus X region, which is influenced by the UV radiation from the OB1 association (see their Fig. 3). They show that Berkeley 86 is isolated and projected against an area totally free of gas and dust, which is indicative of low levels of extinction for this cluster. [Yadav & Sagar \(2001\)](#) found that Berkeley 86 suffers non-uniform reddening with colour-excess varying in the range  $0.24 < E(B - V) < 1.01$ , while [Forbes \(1981\)](#) measured a more uniform estimation of  $E(B - V) = 0.96 \pm 0.07$ .

NGC 2244 is located at the centre of the Rosette Nebula. It is a prominent OB association that is probably responsible for the evacuation of the central part of the nebula. The first photometric study of this cluster ([Johnson 1962](#)) measured a colour-excess  $E(B - V) = 0.46$  assuming  $R_V = 3.0$ , a result that was later confirmed by [Turner \(1976\)](#) and [Ogura & Ishida \(1981\)](#). [Pérez et al. \(1987\)](#) found an anomalous  $R_V$  for some of the cluster members and suggested main-sequence (MS) and pre-MS stars coexist. [Róman-Zúñiga & Lada \(2008\)](#) suggested ages of  $3 \pm 1$  Myr. [Wang et al. \(2008\)](#) studied the X-ray sources detected by *Chandra* in the Rosette region. They verified a double structure in the stellar radial density profile, suggesting that NGC 2244 is not in dynamical equilibrium.

NGC 2264 is one of the richest clusters in terms of mass range, and has a well-defined pre-MS ([Dahm 2008](#)). The estimated ages vary from 0.1 Myr to 10 Myr ([Flaccomio et al. 1997](#); [Rebull et al. 2002](#)). Surveys in  $H\alpha$  and X-rays revealed about 1000 members. The cluster is observed projected against

a molecular cloud complex of  $\sim 2^\circ \times 2^\circ$  and is located  $40'$  north of the Cone Nebula. The interstellar reddening on this cluster is believed to be low:  $A_V = 0.25$  estimated by Walker (1954) adopting  $E(B - V) = 0.082$  and  $R_V = 3.08$ . Rebull et al. (2002) derived  $A_V = 0.45$  from a spectral study of a sample of more than 400 stars. Alencar et al. (2010) used the CoRoT satellite to perform a synoptical analysis of NGC 2264 with high photometric accuracy. Their results are indicative of a dynamical star-disc interaction among the cluster members, indicating that they are young accreting stars.

In the study by Tothill et al. (2008) of the Lagoon Nebula and its surroundings, particular emphasis is given to NGC 6530, which is a star cluster associated with an HII region that lies at about  $1300 \pm 100$  pc. The estimated age of NGC 6530 is less than 3 Myr (Arias et al. 2007). Despite being along a line-of-sight that contains a high concentration of gas, NGC 6530 appears to be decoupled from the molecular cloud once the cluster members do not seem to be very embedded. This implies that NGC 6530 is inside the cavity of the HII region (McCall et al. 1990), as indicated by measurements of the expanding gas (Welsh 1983). A range of 0.17 mag to 0.33 mag has been reported for the colour-excess in the direction of NGC 6530 (Mayne & Naylor 2008). van den Ancker et al. (1997) found a normal extinction law for the intra-cluster region, while Arias et al. (2007) proposed that  $R_V = 4.6$  for some of the embedded stars. Anomalous extinction has also been reported for individual cluster members, for instance the star HD 164740, for which Fitzpatrick & Massa (2009) suggest that  $E(B - V) = 0.86$  and  $5.2 < R_V < 6.1$ .

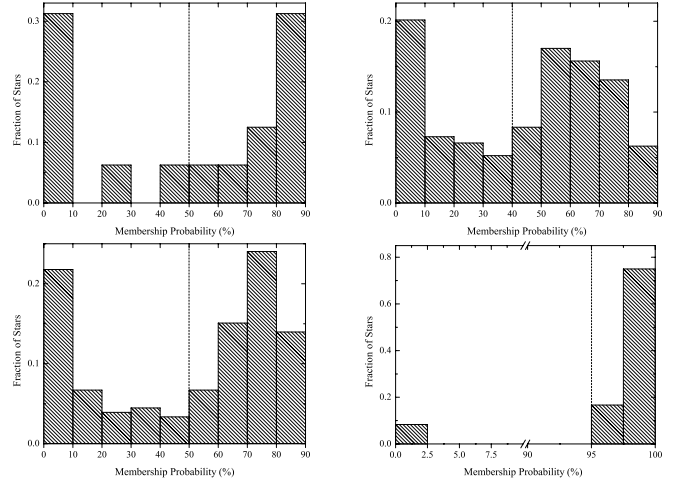
## 2.2. Data extraction and cluster membership

Two main catalogues of open clusters can be found in the literature: (i) the WEBDA<sup>1</sup> database; and (ii) the catalogue DAML02<sup>2</sup> by Dias et al. (2002b) with the compilations *Tables of membership and mean proper motions for open clusters* of Dias et al. (2002a) based on TYCHO2 and Dias et al. (2006) based on the UCAC2 catalogue.

From DAML02, we searched for clusters with ages of up to 10 Myr and distances of up to 2 kpc, only selecting those that had members with *UBVI* photometry and spectral classification available in the WEBDA database. A summary of the characteristics of the sample selected from these two databases is listed in Table 1.

To search for relevant information about stars located in the direction of the clusters, three data sets were extracted from WEBDA: (i) *UB* photometry; (ii) *VI* photometry; and (iii) equatorial coordinates (J2000). Each source has the same identification in all of these data sets, but the photometry is derived from different studies. To ensure consistency in the data analysis, we selected only members with *UBVI* photometry provided by a single work. The number of studied stars and the corresponding references to the photometric catalogues are listed in Table 2, which also gives information on the number of stars with available spectral data.

According to Yadav & Sagar (2001), the correct identification of members is crucial for the assessment of extinction in the direction of the cluster and the most reliable selection is based on kinematic studies (proper motion and radial velocity). DAML02 provides a list of stars with *JHK* photometry – 2MASS catalogue (Cutri et al. 2003) – and also the probability of the star



**Fig. 1.** Normalised number of stars distributed according to membership probability ( $P\%$ ), which is based on their proper motion. A dotted line indicates the minimum probability ( $P_{\min}$ ) that was adopted to separate the most probable members from field stars. *Top:* Berkeley 86 (*left*) and NGC 2244 (*right*). *Bottom:* NGC 2264 (*left*) e NGC 6530 (*right*).

belonging to the cluster ( $P\%$ ), which is determined from its proper motion. To verify whether  $P\%$  is available for our WEBDA sample, their coordinates were compared with those listed by DAML02. A coincidence of sources was only accepted for objects with less than 5 arcsec of difference between coordinates.

The distribution of the number of stars as a function of  $P\%$  was evaluated on the basis of the histograms presented in Fig. 1. A bimodal distribution is verified, enabling us to distinguish between members and possible field stars. As proposed by Yadav & Sagar (2001), the pollution by field stars should be smaller if only stars with high values of  $P\%$  are considered members of the cluster. For each cluster, a minimum probability ( $P_{\min}$ ) was adopted to help distinguish field stars, as indicated by the dotted lines in the histograms in Fig. 1.

The spatial distribution of the stars was also checked by looking for possible preferential concentrations, as a function of  $P\%$ . However, no trend was found in the member distribution.

## 2.3. Comparison with molecular clouds

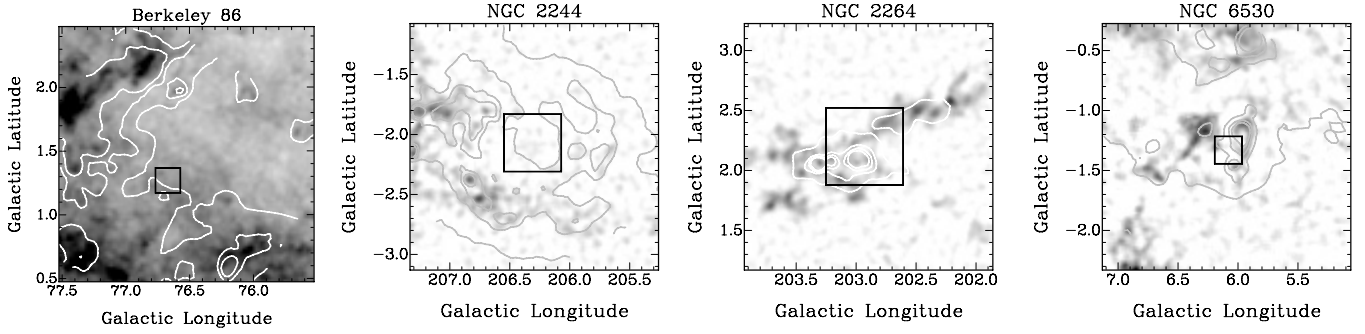
Extinction caused by interstellar dust detected along the line-of-sight can be determined by models that reproduce the stars counts in the Galaxy (e.g. Amôres & Lépine 2005) or maps of visual extinction (Gregorio-Hetem et al. 1988; Schlegel et al. 1998; Dobashi et al. 2005, among others). More recently, colour-excess maps obtained from near-IR surveys have been used to derive the visual extinction in the direction of molecular clouds, as for instance the Trifid nebula studied by Cambrésy et al. (2011) based on 2MASS, UKIDSS, and *Spitzer* data.

Figure 2 displays the position of each cluster projected against the visual extinction map obtained from the 2MASS data (*K* band). The catalogue of dark clouds by Dobashi et al. (2005) was used to extract the maps for the regions containing our clusters. To compare the extinction with the far-IR flux density of the clouds, the  $A_V$  maps are over-imposed by contours of IRAS-IRIS data at  $100 \mu\text{m}$ . A significant variation in both  $A_V$  and far-IR emission can be found in the direction of the clusters, except for Berkeley 86 that appears projected against a uniform field. High levels of far-IR emission are found in the direction of the clusters NGC 6530 and NGC 2264, which coincide with dense regions in

<sup>1</sup> [www.univie.ac.at/webda/navigation.html](http://www.univie.ac.at/webda/navigation.html)

<sup>2</sup> [www.astro.iag.usp.br/~wilton](http://www.astro.iag.usp.br/~wilton)





**Fig. 2.** Map of visual extinction over-imposed by contours measured from IRIS-IRAS images at  $100\ \mu\text{m}$  band. The contours vary from 50–350 MJy/Sr with steps of 100 MJy/Sr, except for NGC 6530 that has contours starting at 500 MJy/Sr with steps of 1000 MJy/Sr. The area of the cluster is indicated by the black central square.

the  $A_V$  maps. Table 1 gives the range of flux at  $100\ \mu\text{m}$  and  $A_V$  in the direction of the clusters. In spite of the substructures of the clouds being more evident in  $K$  band, we adopted the optical (DSS) maps from Dobashi et al. (2005) to measure  $A_V$ .

### 3. Study of the extinction law

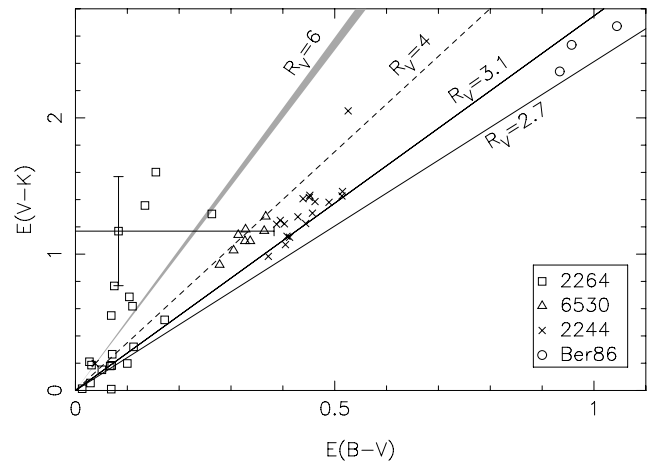
#### 3.1. $R_V$ estimation based on colour-excess

One method developed to obtain  $R_V$  uses colour-excess, which can be determined for each cluster member that has a well-known spectral type. Intrinsic colours were adopted from Bessell et al. (1998), based on values of surface gravity and effective temperature that were respectively extracted from Straizys & Kuriliene (1981) and de Jager & Nieuwenhuijzen (1987) as a function of the spectral type and luminosity class available for some stars of the sample.

The expression  $\frac{A_\lambda}{A_V} = a(x) + \frac{b(x)}{R_V}$  was adopted from Cardelli et al. (1989) in order to derive relations between  $R_V$  and colour-excess. The results are similar to those based on van de Hulst’s theoretical extinction (e.g. Johnson 1968). According to Fitzpatrick & Massa (2009), these theoretical curves seem to be valid only for low-to moderate values of  $R_V$ , which tend to be underestimated in the case of anomalous extinction laws. They suggested a new formula  $R_V[K] = 1.36 \frac{E(V-K)}{E(B-V)} - 0.79$ , which more closely reproduces the extinction law along different lines of sight.

Owing to a lack of spectral type information for our entire sample, we did not determine  $R_V$  for each cluster member. We compared instead the expected ranges of  $R_V$  as a function of the distribution of colour-excesses with the theoretical extinction laws in the  $E(V-K) \times E(B-V)$  plot presented in Fig. 3. An illustration of the dispersion found for  $R_V[K] = 6$  is shown by the hatched area, corresponding to the extinction laws given by Cardelli et al. (1989) (upper line) and Fitzpatrick & Massa (2009) (lower line). For  $R_V[K] < 4$ , the theoretical lines from both works are quite similar.

Considering the few objects with a known spectral type, this analysis cannot be conclusive for our sample, but gives some indication of the variation in both  $E(B-V)$  and  $R_V$  for each cluster. NGC 2264 shows the largest variation, with  $E(B-V)$  ranging from 0.01 to 0.3 mag as measured for a sub-sample of 20 stars. A degenerate distribution of  $R_V$  is found in this case, spreading from 2.1 to  $>6$ . It can be seen in Fig. 3 that NGC 2264 seems to have a bimodal distribution, where part of the members follows the normal extinction law, while another part has  $R_V > 6$ .



**Fig. 3.** Different extinction laws compared to the colour-excess distribution for cluster members with available spectral types. Error bars illustrate the maximum uncertainty expected, if the spectral type is not well-determined, for a G8 star.

There are several possible causes of the large variations found in NGC 2264: (i) observational problems that would give inaccurate optical photometry or spectral type determination; (ii) actual variations in each line-of-sight around the cluster area; and (iii) anomalies caused by the circumstellar environment. In principle, the two first options may be disregarded, since the observational information has been checked in other data sets. Furthermore, there is no correlation between the position of a given cluster member and its  $R_V$ . We conclude that circumstellar matter seems to explain more clearly the anomalies. It can also be noted in Fig. 3 that  $E(V-K)$  is particularly large for seven objects in NGC 2264, which is inconsistent with the low  $E(B-V)$  values and suggests a  $K$  band excess usually found in the presence of circumstellar matter. Six of these stars have spectral types later than A0, for which it is important to take into account the errors in the spectroscopic data that may cause significant uncertainties in the colour excess (see Sect. 3.3). However, we note that some of these objects also show an offset from the normal distribution of the observed colours in TCDs (see Sect. 3.2 and Fig. A.2), which is more consistent with individual anomalies in  $R_V$  than possible errors in photometry.

Smaller variations are found for the other clusters: members of NGC 2244 have  $R_V[K] \sim 3.1$ , NGC 6530 shows a trend to slightly larger values ( $3.1 < R_V[K] < 4$ ), and Berkeley 86 tends to have lower values ( $2.7 < R_V[K] < 3$ ). However, these results

are based on few stars and need to be confirmed by different methods of  $R_V$  estimation.

### 3.2. Two-colour diagrams

To search for anomalies in the extinction law, we also constructed TCDs following the method proposed by Chini et al. (1983, 1990) and more recently used by Pandey et al. (2000), Jose et al. (2008), Chauhan et al. (2011), and Eswaraiah et al. (2012), among others. These TCDs can be used to perform a qualitative analysis of the nature of the extinction by using the relation  $R_c = R_n \times (a_c/a_n)$ , where  $R_n$  is the normal extinction law,  $a_c$  is the slope of the linear fit for the cluster members, and  $a_n$  is the slope for field stars.

Our TCDs use  $V - \lambda$  colours, where  $\lambda$  represents the *IJKH* bands. In these diagrams, the intrinsic colours follow a linear distribution up to  $B - V \sim 1$ . This limit defines a restricted spectral range of validity, where the ZAMS distribution corresponds to a straight line. In the TCDs, the distribution of field stars is well-reproduced by the ZAMS intrinsic colours, once they are reddened by using the mean  $E(B - V)$  estimated in the direction of the cluster. In this case, our ZAMS fitting was obtained with  $R_V = 3.1$ , which we adopted to simulate the distribution of the field stars that must be compared to the cluster members.

The fitting of our sample is restricted to the cluster members for which  $P\% > P_{\min}$ , which helps to avoid confusion with field stars. Since the TCD analysis is valid only for a very narrow range of  $B - V$ , our calculations are based on objects with spectral type earlier than B8. For each studied band, the slope of the linear fit for the selected cluster members ( $a_c$ ) was compared to the slope of the normal ZAMS distribution ( $a_n$ ).

Figures A.1 and A.2 show the diagrams  $V - I$ ,  $V - J$ ,  $V - H$ , and  $V - K$  vs.  $B - V$ , for which  $a_n$  is  $1.09 \pm 0.02$ ,  $1.87 \pm 0.03$ ,  $2.42 \pm 0.03$ , and  $2.51 \pm 0.04$ , respectively. The effect of reddening combined with anomalous extinction is illustrated in the  $V - K$  vs.  $B - V$  diagrams, where extinction vectors were plotted to represent  $A_V = 2$  mag for two choices of  $R_V$  similar to those used, for instance, by Da Rio et al. (2010).

Table 2 presents our results for the TCD analysis giving the fitted line slope in each band, which is used to estimate the mean  $R_V$  obtained for the early-type stars. Within the estimated errors, good agreement is found in all bands, except for NGC 6530. In this case,  $R_V$  ranges from 4.5 to 6.2. This is the only cluster of the sample clearly showing an anomalous extinction law with a significant dependence on wavelength. Berkeley 86 and NGC 2264 seems to follow a normal law. As verified in Sect. 3.1 (Fig. 3), NGC 2244 also has a bimodal distribution in the TCDs: some of the objects follow the normal law, while others have anomalous extinction.

### 3.3. Error estimation

Since our work is based on photometric and spectroscopic data from literature, we evaluated the global uncertainties taking into account the different sources of errors.

According to the references that provided the photometric data (see Table 2), the error in the magnitudes and colours is  $\sim 0.08$  mag at worst. Since this value is smaller than the symbol size in the colour-colour diagrams (see Figs. A.1 and A.2), it did not affect the linear fitting used to estimate the variations in the extinction law.

Most objects with known spectral types in our sample are O or B type stars, whose errors in the characterisation of spectral types are insignificant in our calculation of colour-excess. The only exception is NGC 2264, which contains some A, F, or G stars for which we adopted a maximum uncertainty of two spectral subtypes.

By combining both spectroscopic and photometric errors, to derive colour-excess, we estimated the maximum deviation (at worst) of 0.3 mag in  $E(B - V)$  and 0.4 mag in  $E(V - K)$  for a G8 type star of NGC 2264. Since we do not use the colour-excess to derive the extinction law and perform only a qualitative evaluation of the expected range of  $R_V$ , these errors do not affect the discussion based on colour-excess.

## 4. Main-sequence fitting algorithm

The fit of photometric data to the theoretical isochrones is commonly used to determine star cluster parameters. To avoid the subjectivity of results that may be derived from visual inspection, different methods of automatic fitting have been proposed to optimise the solution for multi-variable fittings. Monteiro et al. (2010), for instance, developed a technique based on the cross-entropy global optimisation algorithm. This method proved to be a powerful way of fitting the observed data in colour-magnitude diagrams. Monteiro & Dias (2011) used this technique to determine open-cluster parameters using *BVR* photometry, and derived reliable estimates of distance, extinction, mass and age.

Since we wished to solve a single variable problem, we decided to adopt a simple method of fitting. To improve the efficiency in determining the visual extinction for the clusters, we developed an algorithm that automatically fits the theoretical ZAMS curve to the observational data in a colour-colour diagram. The best-fit solution provides the average  $A_V$  in the direction of the clusters.

We defined  $Z_0[ub_i, bv_i]$  as the curve formed by the unreddened ZAMS (Siess et al. 2000) in the  $U - B$  vs.  $B - V$  plan (CC diagram). The ZAMS is defined by  $i = 1..n$  points (intrinsic colours), while the distribution of observed colours is expressed by  $\sigma$ , where  $\sigma_j[x_j, y_j]$  is the position occupied by the star  $j$  in the CC diagram, with  $j = 1..m$ . In this case,  $m$  is the total number of cluster members.

To obtain a reddened ZAMS curve  $Z_{A_V}[ub, bv]$  by adding the extinction  $A_V$  to  $Z_0[ub_i, bv_i]$ . The extinction was calculated by using the relation  $\frac{A_V}{A_V}$  adopted from Cardelli et al. (1989) and the  $R_V$  determined from the TCD analysis (see Sect. 3). The reddened ZAMS was obtained, which was estimated from the  $V - I$  vs.  $B - V$  diagram.

Following the method proposed by Press et al. (1995), a cubic spline interpolation was applied to the reddened ZAMS in order to derive a theoretical curve that was then fitted to the observational data. The best-fit solution was achieved by searching for an  $A_V$  that minimises the distance modulus between the data and the interpolated ZAMS curve, given by

$$\psi(Z_{A_V}, \sigma) = \sum_{j=1}^m (\bar{ub}_j - x_j)^2 + (\bar{bv}_j - y_j)^2,$$

where  $[\bar{ub}_j, \bar{bv}_j]$  represents the  $Z_{A_V}$  point that is closer to  $[x_j, y_j]$ .

Figure A.3 compares the fitting of the observed colours to the curve of intrinsic colours in the  $U - B$  vs.  $B - V$  diagram. It must be kept in mind that  $A_V$  obtained from the ZAMS fitting is only an average. A clear dispersion around this average can

**Table 2.** Extinction laws from literature and results obtained from the TCD analysis.

Cluster	$N_{\text{tot}}$	$N_{\text{ST}}$	$R_V$	$a_c[\text{I}]$	$R_V[\text{I}]$	$a_c[\text{J}]$	$R_V[\text{J}]$	$a_c[\text{H}]$	$R_V[\text{H}]$	$a_c[\text{K}]$	$R_V[\text{K}]$
Berkeley 86	16 <sup>a</sup>	3 <sup>e</sup>	3.0 <sup>f</sup>	1.20	3.39 ± 0.11	1.98	3.29 ± 0.11	2.24	2.87 ± 0.10	2.41	2.98 ± 0.10
NGC 2244	288 <sup>b</sup>	19 <sup>f</sup>	3.2–3.4 <sup>i</sup>	1.14	3.22 ± 0.11	2.02	3.36 ± 0.13	2.49	3.19 ± 0.10	2.54	3.13 ± 0.22
NGC 2264	179 <sup>c</sup>	24 <sup>g</sup>	3.1–5.2 <sup>k</sup>	1.04	2.94 ± 0.20	1.91	3.17 ± 0.08	2.39	3.07 ± 0.08	2.50	3.09 ± 0.11
NGC 6530	24 <sup>d</sup>	8 <sup>h</sup>	3.1–5.4 <sup>l</sup>	1.59	4.49 ± 0.14	3.45	5.73 ± 0.38	4.31	5.52 ± 0.19	5.01	6.19 ± 0.32

**Notes.**  $N_{\text{tot}}$  is the total number of studied stars and  $N_{\text{ST}}$  refers to those having available spectral type, the respective references to photometric and spectroscopic catalogues are: <sup>(a)</sup> Deeg & Ninkov (1996); <sup>(b)</sup> Park & Sung (2002); <sup>(c)</sup> Sung et al. (1997); <sup>(d)</sup> Sung et al. (2000); <sup>(e)</sup> Forbes et al. (1992); <sup>(f)</sup> Johnson (1962), Morgan et al. (1965), Conti & Leep (1974), Hoag & Smith (1959), Wolff et al. (2007); <sup>(g)</sup> Morgan et al. (1965), Walker (1956), Young (1978); <sup>(h)</sup> Hiltner et al. (1965). The extinction law references are: <sup>(i)</sup> Bhavya et al. (2007); <sup>(j)</sup> Ogura & Ishida (1981), Pérez et al. (1987); <sup>(k)</sup> Walker (1956), Pérez et al. (1987); <sup>(l)</sup> Neckel & Chini (1981), Arias et al. (2007).

be noted in Fig. A.3 for NGC 2264 and NGC 2244. According to Burki (1975), a maximum dispersion of  $\Delta E(B - V) = 0.11$  may be due to other effects such as duplicity, rotation, and age differences. This expected dispersion is illustrated by two curves displayed in the bottom panels of Fig. A.3. In this case, only cluster members with  $P\% > P_{\text{min}}$  are plotted.

Clusters with uniform or non-variable reddening have a distribution of observed colours that falls into the expected range of dispersion. The same cannot be said for several members of NGC 2264 and NGC 2244 that have colours for which  $\Delta E(B - V) = 0.11$ , indicative of non-uniform reddening.

In summary, the results of our study of the extinction law and the main-sequence fitting indicate that Berkeley 86 seems to suffer uniform reddening and a normal extinction law. Both NGC 2264 and NGC 2244 are affected by normal extinction in average, although their reddening is variable for several members of both clusters. NGC 6530 shows anomalous extinction (high  $R_V$ ) and uniform reddening, as indicated by its small variation in  $E(B - V)$ .

Our results on reddening are in good agreement with those in the literature, as can be seen in Table 3 which gives the colour excesses estimated by: (i) determining the mean value of  $E(B - V)$  based on spectral type, as described in Sect. 3.1; and (ii) the ZAMS fitting.

To verify whether the colour-excess measured for the stars is compatible with the extinction effects caused by the cloud present along the same line-of-sight, we also present in Table 3 an estimate of  $E(B - V)$  that was converted from the extinction map by adopting  $R_V = 3.1$  and assuming the minimum and the maximum  $A_V$  values given in Table 1.

Since all objects of our sample are very young, they are still physically associated with the cloud complexes where they were formed, but none of them appear to be deeply embedded. The low extinction of the clouds ( $A_V < 2.5$  mag) in the direction of Berkeley 86 and NGC 2264 (see Table 1) gives  $E(B - V)$  similar to the results found in the literature (respectively, Forbes 1981; Johnson 1962), as well as those obtained by us, confirming that they are not surrounded by dense material. When comparing NGC 2264 and NGC 6530 with their respective clouds, we note that both are projected against regions with high levels of dust emission. The flux at 100  $\mu\text{m}$  reaches 720 MJy/Sr in the case of NGC 2264 and 5000 MJy/Sr for NGC 6530, corresponding to high extinction ( $A_V = 3.8$  and 4.2 mag, respectively) and indicative of large amounts of cloud material. However, both clusters are in the foreground to these regions, as indicated by the low level of interstellar reddening previously estimated for both NGC 2264 (Walker 1956; Pérez et al. 1987; Sung et al. 1997; Rebull et al. 2002) and NGC 6530 (Mayne & Naylor 2008), and confirmed in the present work.

**Table 3.** Colour-excess  $E(B - V)$  estimated for the clusters.

	Berkeley 86	NGC 2244	NGC 2264	NGC 6530
Literature	0.96 ± 0.07 <sup>a</sup>	0.46 <sup>b</sup>	0.06–0.15 <sup>c</sup>	0.17–0.33 <sup>d</sup>
S.T.	0.98 ± 0.04	0.42 ± 0.06	0.13 ± 0.03	0.33 ± 0.02
ZAMS	0.89 ± 0.06	0.44 ± 0.06	0.05 ± 0.06	0.21 ± 0.06
$A_V$ Map	0.55–0.81	0.12–0.71	0.28–1.22	1.03–1.35

**Notes.** Description of Col. 1: *Literature*:  $E(B - V)$  given by (a) Forbes (1981), (b) Johnson (1962), (c) Pérez et al. (1987) and Rebull et al. (2002), (d) Mayne & Naylor (2008); *S.T.*: mean results based on spectral type (see Sect. 3.1); *ZAMS*: main sequence fitting (see Sect. 4);  *$A_V$  Map*: visual extinction, from Dobashi et al. (2005) map, converted into  $E(B - V)$  by adopting normal  $R_V$ .

Complementing the study of interstellar reddening, we also performed a fractal analysis that compares the cloud parameters with the spatial distribution of cluster members, which has been suggested to be a quantitative means of discussing the relation of environmental conditions with the origin of star clusters, as described in the next section.

## 5. Fractal statistic

To investigate a possible correlation between the projected spatial density of the cluster and its corresponding cloud, we performed a fractal analysis based on the techniques presented by Hetem & Lépine (1993). Our results were compared to artificial clouds and clusters simulated by Lomax et al. (2011) (hereafter LWC11). Both works discuss the behaviour and evolution of molecular clouds in the context of a fractal statistic. The fractal dimension measured in realistic simulations of density structures is expected to be related to physical parameters that are density dependent such as the cooling function, dissipation of turbulent energy and Jeans limit. However, despite the statistical similarity of fractal and actual clouds, the link between geometry and physics still relies on empirical concepts.

### 5.1. The perimeter-area relation of the clouds

The clouds studied by LWC11 are artificial, and have a density profile given by

$$\rho(r) = \rho_0 \left( \frac{r}{r_0} \right)^{-\alpha},$$

where  $\rho_0$  is the density at  $r = r_0$ , and  $\alpha$  defines the density law. A possible interpretation of  $\alpha$  is related to the definition of fractal dimension given by Mandelbrot (1983)  $N_M(r) = \left[ \frac{r_0}{r} \right]^{\mathcal{D}_M}$ ,



where  $N_M(r)$  represents the number of self-similar structures observed on scales  $r < r_0$ .

LWC11 adopted a definition of fractal dimension similar to the capacity dimension given by  $D = \frac{\log N(r)}{\log 1/r}$ , where  $N(r)$  is the number of regions of effective side  $r$  occupied by data points. A set of points have fractal characteristics when the relation  $\log N(r) \times \log(1/r)$  tends to be linear in a given range of  $r$ . The capacity dimension is determined by the slope of this linear distribution (Turcotte 1997).

Our statistical analysis of the clouds is based on the visual extinction maps shown in Fig. 2. The fractal dimension ( $D_2$ ) of contour levels is measured by using the perimeter-area method described by Hetem & Lépine (1993)  $p \propto a^{D_2/2}$ , where  $p$  is the perimeter of a given  $A_V$  contour level and  $a$  is the area inside it.

The perimeter-area dimension depends on the resolution of the maps and their signal-to-noise relation (Sánchez et al. 2005). We studied  $2^\circ \times 2^\circ$  regions covered by  $123 \times 123$  pixels, which gives to all the maps the same resolution ( $\sim 0.02^\circ$  per pixel). Since NGC 2264 is less distant than the other clusters, by a factor of about two, we degraded the adopted  $A_V$  map in order to simulate a distance of  $d \sim 1500$  pc, which leads to a small difference in the measured fractal dimension (within the error bars). To minimise the errors due to the low signal-to-noise ratio (S/N) of the data, the lower contour level adopted in the calculation of  $D_2$  was chosen to provide  $S/N > 10$ . In this way, the low density regions of the maps were avoided in the calculations.

## 5.2. The $Q$ parameter of the clusters

Since stars are formed from dense cores within molecular clouds, the spatial distribution of young cluster members is expected to be correlated with the distribution of clumps. This correlation can be inferred by comparing the fractal dimension measured in the cloud to the  $Q$  parameter measured in the cluster. In the technique proposed by Cartwright & Whitworth (2004),  $Q$  is related to the geometrical structure of the point distribution and statistically quantifies the fractal substructures. Studies of the hierarchical structure in young clusters have used the  $Q$  parameter to distinguish fragmented from smooth distributions (e.g. Elmegreen 2010).

Two parameters are involved in the  $Q$  estimation:  $\bar{m}$ , the mean edge length, which is related to the surface density of the points distribution, and  $\bar{s}$  which is the mean separation of the points. Distributions with large-scale radial clustering, which causes more variation on  $\bar{s}$  than  $\bar{m}$ , are expected to have  $Q > 0.8$ . However,  $Q < 0.8$  is indicative of small-scale fractal sub-clustering, where the variation in  $\bar{m}$  is larger than in  $\bar{s}$ .

The dimensionless measure  $Q$  is given by  $Q = \bar{m}/\bar{s}$ , where

$$\bar{m} = \frac{1}{(A_N N)^{1/2}} \sum_{i=1}^{N-1} m_i$$

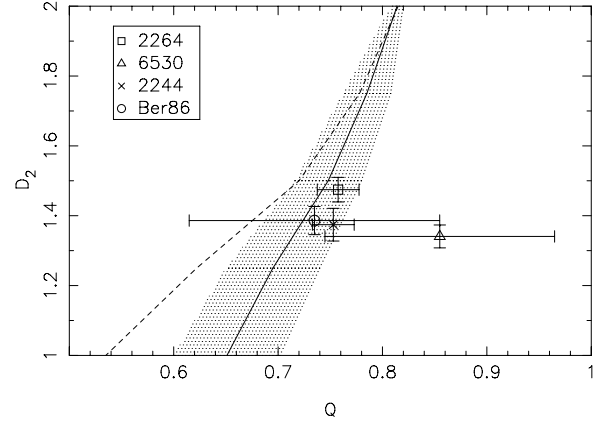
and

$$\bar{s} = \frac{2}{N(N-1)R_N} \sum_{i=1}^{N-1} \sum_{j=i+1}^N |\vec{r}_i - \vec{r}_j|,$$

where  $N$  is the number of points in the set,  $m_i$  is the edge length of the minimum spanning tree, and  $r_i$  is the position of point  $i$ . The area  $A_N$  corresponds to the smallest circle encompassing all points, with radius defined by  $R_N = (\frac{A_N}{\pi})^{1/2}$ . To construct the minimum spanning tree, we used the algorithm given by Kruskal (1956), and to determine the smallest circle encompassing all

**Table 4.** Statistical parameters obtained from fractal analysis.

Cluster	$Q$	$\bar{m}$	$\bar{s}$	$D_2$
Berkeley 86	$0.73 \pm 0.12$	$0.69 \pm 0.12$	$0.93 \pm 0.14$	$1.39 \pm 0.04$
NGC 2244	$0.75 \pm 0.02$	$0.59 \pm 0.02$	$0.78 \pm 0.02$	$1.37 \pm 0.05$
NGC 2264	$0.76 \pm 0.02$	$0.61 \pm 0.05$	$0.81 \pm 0.07$	$1.47 \pm 0.04$
NGC 6530	$0.85 \pm 0.11$	$0.60 \pm 0.10$	$0.70 \pm 0.11$	$1.34 \pm 0.03$



**Fig. 4.** Comparison of our clusters with the  $Q$  parameter and fractal dimension obtained by LWC11 for artificial data by using different sets of points of  $N = 65\,536$  (dashed line) and  $N = 1024$  (full line and respective deviations shown by the hatched area). Symbols with error bars are used to show our results, which were estimated from the spatial distribution of cluster members ( $Q$ ) and projected clouds ( $D_2$ ).

points we adopted the method proposed by Megiddo (1983). This technique was adopted by us and applied to the spatial distribution of the cluster members.

The uncertainties in the estimate of  $\bar{m}$ ,  $\bar{s}$  and  $Q$  were calculated by using the bootstrapping method of Press et al. (1995). This technique uses the actual set of positions of the cluster members –  $S_0$  with  $N$  data points – to generate a number  $M$  of synthetic data sets –  $S_1, S_2, \dots, S_M$  – also consisting of  $N$  data points. A fraction  $f = 1/e \sim 37\%$  of the original points is replaced by random points within the limits of the original cluster. For each new set, the parameters  $\bar{m}$ ,  $\bar{s}$ , and  $Q$  were calculated by adopting  $M = 200$ . From these measurements, we derived  $1\sigma$  deviations  $\Delta\bar{m}$ ,  $\Delta\bar{s}$ , and  $\Delta Q$  that are presented in Table 4.

## 5.3. Comparing clouds and clusters

Since our calculations were made for two-dimensional (2D) maps, while LWC11 used projections of three-dimensional (3D) images, the comparison of measurements of the fractal dimension can be done by adopting the equivalence  $D_2 \sim D - 1$ .

Figure 4 shows the  $Q$  parameter as a function of fractal dimension obtained by LWC11. To illustrate the offset of  $Q$  due to differences in the resolution (or number of points), the clustering statistics for fractal distributions ( $D = 2.0$ – $3.0$ ) of artificial data is displayed for two data set with  $N = 1024$  points and  $N = 65\,536$  points. For comparison with our results, the hatched area in Fig. 4 represents the error bars corresponding to the lower resolution data set.

Despite the low number of members studied in our clusters, their distribution are consistent with the LWC11 set of  $N = 1024$  points, except for NGC 6530, which appears to be displaced away from the cloud-cluster expected correlation.

Cartwright & Whitworth (2004) suggested that clusters with centrally concentrated distributions have  $Q$  that increases

from 0.8 to 1.5. On the other hand, clusters with fractal substructures have  $Q$  that decreases from 0.8 to 0.45 related to a fractal dimension decreasing from  $D_2 = 2$  to  $D_2 = 0.5$  (where we use the same relation between 2D images and 3D distributions adopted above). In fact, NGC 6530 is the only cluster in our sample that has a radial distribution of stars ( $Q = 0.86$ ), which is incompatible with the fractal structure of its projected cloud ( $D_2 \sim 1.3$ ). The other clusters members follow a distribution with fractal sub-clustering structure, as indicated by their  $Q < 0.8$  that agrees with the fractal dimension measured in the respective projected clouds.

Several works have statistically proven that a correlation exists between fractal dimension, which is estimated from cloud maps, and  $Q$  parameter, measured from cluster star distributions. For instance, Camargo et al. (2011) summarises the concepts first discussed by Lada & Lada (2003) suggesting that the structure of embedded clusters is related to the structure of their original molecular cloud. Fractal structures are observed in clouds that have multiple peaks in their density profile (Cartwright & Whitworth 2004; Schmeja et al. 2008; Sánchez et al. 2010, LWC11).

On the basis of our comparison with artificial data, we suggest that for our clusters there is a correlation between the fractal statistics of the cloud and the distribution of cluster members, except for NGC 6530. In this case, the measured fractal dimension does not indicate a uniform density distribution in the cloud, which is expected for associated clusters with centrally concentrated distributions. For this reason, our fractal analysis indicates that NGC 6530 can be described by a different scenario of formation than the other three clusters. Our argument for discussing the cluster formation comes from the interpretation of the cloud-cluster relation, which is derived from the fractal analysis. The meaning of this relation is the comparison of the physical structure of the cluster with its remnant progenitor cloud. In this way, the cloud-cluster relation may tell us about the original gas distribution of the cloud that formed the cluster. It also may give us information on how that particular cloud has probably evolved since forming the cluster.

The concentrated distribution of NGC 6530 indicates that the original material was more concentrated than the fractal structure of the cloud that remained behind the cluster. This material was possibly contained in a massive dense core within the cloud, whose structure was changed by the process of cluster formation consuming the core. This scenario is consistent with the suggestion that NGC 6530 lies within an HII cavity (McCall et al. 1990).

## 6. Discussion and conclusions

We have developed a detailed study of the extinction in the direction of four clusters with ages  $< 5$  Myr, located in star-forming regions. Our aim has been to search for variable or anomalous extinction that possibly occurs for objects associated to dark clouds. To verify the characteristics of the clouds that coincide with the projected position of the cluster, we inspected the visual extinction maps and compared them to the far-IR emission detected in the direction of our sample.

We used different methods to improve on the previous results on the extinction law  $R_V$ , providing a means of identifying the cause of anomalous extinction. In this comparative study, we used the same photometric database, ensuring similar observational conditions for the entire sample. Theoretical expressions for the extinction law were adopted to evaluate  $R_V$  based on the colour-excess  $E(B - V)$ , which could be determined for some

of the cluster members that have spectral types available in the literature. A variable extinction law was clearly verified for NGC 2264, which followed a bimodal distribution. Part of the cluster suffers normal extinction and another part shows a large dispersion in its  $R_V$  values, as illustrated in Fig. 3. However, these results are inconclusive since few objects of our sample have known spectral types, particularly in Berkeley 86.

A more efficient analysis to estimate  $R_V$  and its dependence on wavelength was based on TCDs. The slope of the observed colour distribution relative to the slope of ZAMS colours in Table 2 enabled us to infer anomalous extinction for NGC 6530, for which  $R_V = 4.5$  is measured in the  $I$  band, and  $R_V = 6.2$  in  $K$  band. The other clusters have on average normal extinction. However, some members of NGC 2264 and NGC 2244 appear to be dispersed in the TCDs, indicating individual anomalous  $R_V$ , as illustrated in Figs. A.1 and A.2. The TCD analysis confirms the results obtained from the colour-excess analysis, based on spectral type. Since there is no relation between the variation in  $R_V$  and the spatial distribution of the cluster members, we conclude that differences in the extinction law verified for some cluster members are not caused by environmental differences, but are probably due to circumstellar effects. This agrees particularly with the results of Alencar et al. (2010) confirming for instance, the accretion activity in circumstellar discs of NGC 2264 members.

To confirm whether our results provide a reliable reddening correction, the  $R_V$  estimated from TCDs was used to determine the visual extinction that most closely fits the observed colours of the cluster members. A ZAMS fitting algorithm was developed to improve the search for  $A_V$  that minimises the distance of the colour distribution to the reddened ZAMS curve, which was reproduced by spline interpolation. The best-fit provided a mean value for  $E(B - V)$ , which was compared to the results from other methods (Table 3). All the colour-excess estimates are in good agreement, except for the  $E(B - V)$  derived from  $A_V$  maps mainly for NGC 2264 and NGC 6530. These clusters are not embedded in their respective clouds, which is consistent with the extinction levels found for the cluster members being lower than that measured in the extinction maps for the background stars.

A fractal analysis was performed to investigate the substructures of the clouds and to compare them with the statistical parameters of the cluster member distribution. Our estimate of the  $Q$  parameter indicated that NGC 6530 has a radially clustered spatial distribution, while the other clusters have a fractally sub-clustered distribution of members. The fractal dimension ( $D_2$ ) measured in the  $A_V$  maps, which is related to the cloud geometry, was compared to  $Q$  measured in the cluster distributions. Except for NGC 6530, the clusters have a  $Q$  parameter that is compatible with the fractal dimension of the corresponding clouds, and in turn similar to the distribution of artificial data. We interpreted this result as a correlation between the cloud structure and the cluster member distribution, which is similar for Berkeley 86, NGC 2244, and NGC 2264. However, NGC 6530 does not follow this cloud-cluster relation, indicating that it was formed from a more centrally concentrated gas distribution that differs of the fractal substructures found in the remaining cloud.

Even for an anomalous  $R_V = 4.5$ , NGC 6530 does not suffer high extinction based on the average colour-excess ( $A_V \sim 1$  mag), which is incompatible with the high levels of extinction shown in either the dark cloud map or the far-IR emission maps. We conclude that the anomalous extinction in this case is not due to interstellar dense regions. A tentative explanation is the depletion of small grains by evaporation that occurs under radiation from hot stars, which is consistent with the location of

NGC 6530 in an HII cavity. In addition, the circumstellar effects cannot be disregarded, since the grain growth is expected to occur in protoplanetary discs. In this case, our results also agree with the polarimetric results of [McCall et al. \(1990\)](#), which suggested that the anomalous  $R_V$  is due to circumstellar effects.

We also verified that the fractal analysis used to investigate the cloud-cluster relation may help us to constrain the scenario of cluster formation. Since the role of this cloud-cluster relation is to compare the physical structure of the cluster with its parental cloud, the interpretation of this relation may tell us about the original gas distribution of the forming cloud and how the particular cloud may have evolved since the cluster was formed. It must be kept in mind that suggesting a cloud-cluster connection based on the correlation of  $Q$  with  $D_2$  is only speculative in the case of our sample, since more points would be required to perform a robust analysis. However, we detected a trend when comparing calculations performed for data sets of unrelated origins. This trend implies that the stellar clustering is related to the substructures of the clouds, in a comparable way to the LWC11 findings for artificial clouds and their derived clusters. For this reason, we conclude that NGC 6530 is systematically different from the other clusters, which agrees with previous results from the literature.

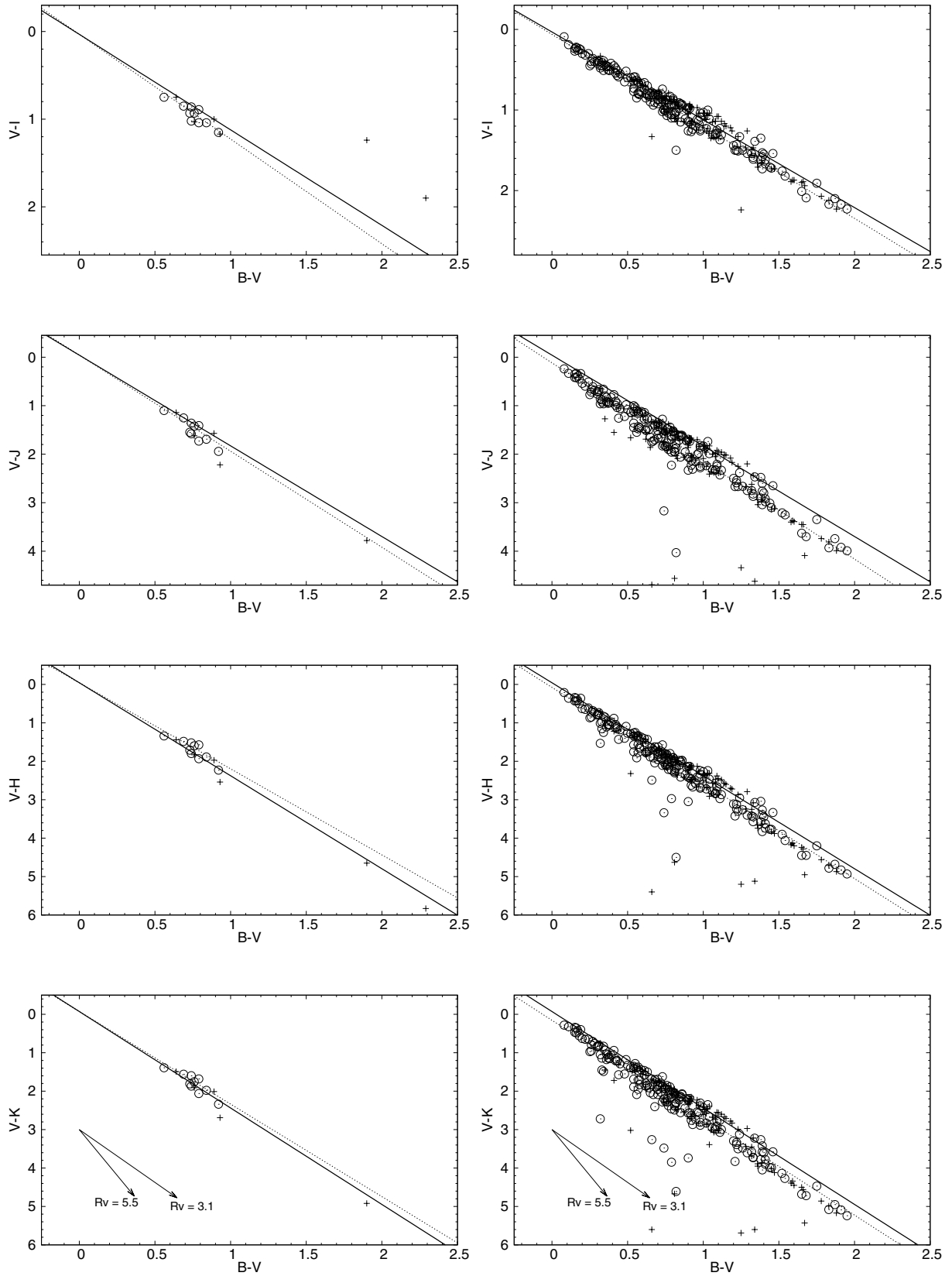
It will be interesting to extend our study to a larger number of clusters, particularly those that have not yet been studied in as much detail as our sample has been.

*Acknowledgements.* Part of this work was supported by CAPES/Cofecub Project 712/2011. B.F. thanks CNPq Project 142849/2010-3. This publication makes use of data products from the Two Micron All Sky Survey, which is a joint project of the University of Massachusetts and the Infrared Processing and Analysis Center/California Institute of Technology, funded by the National Aeronautics and Space Administration and the National Science Foundation.

## References

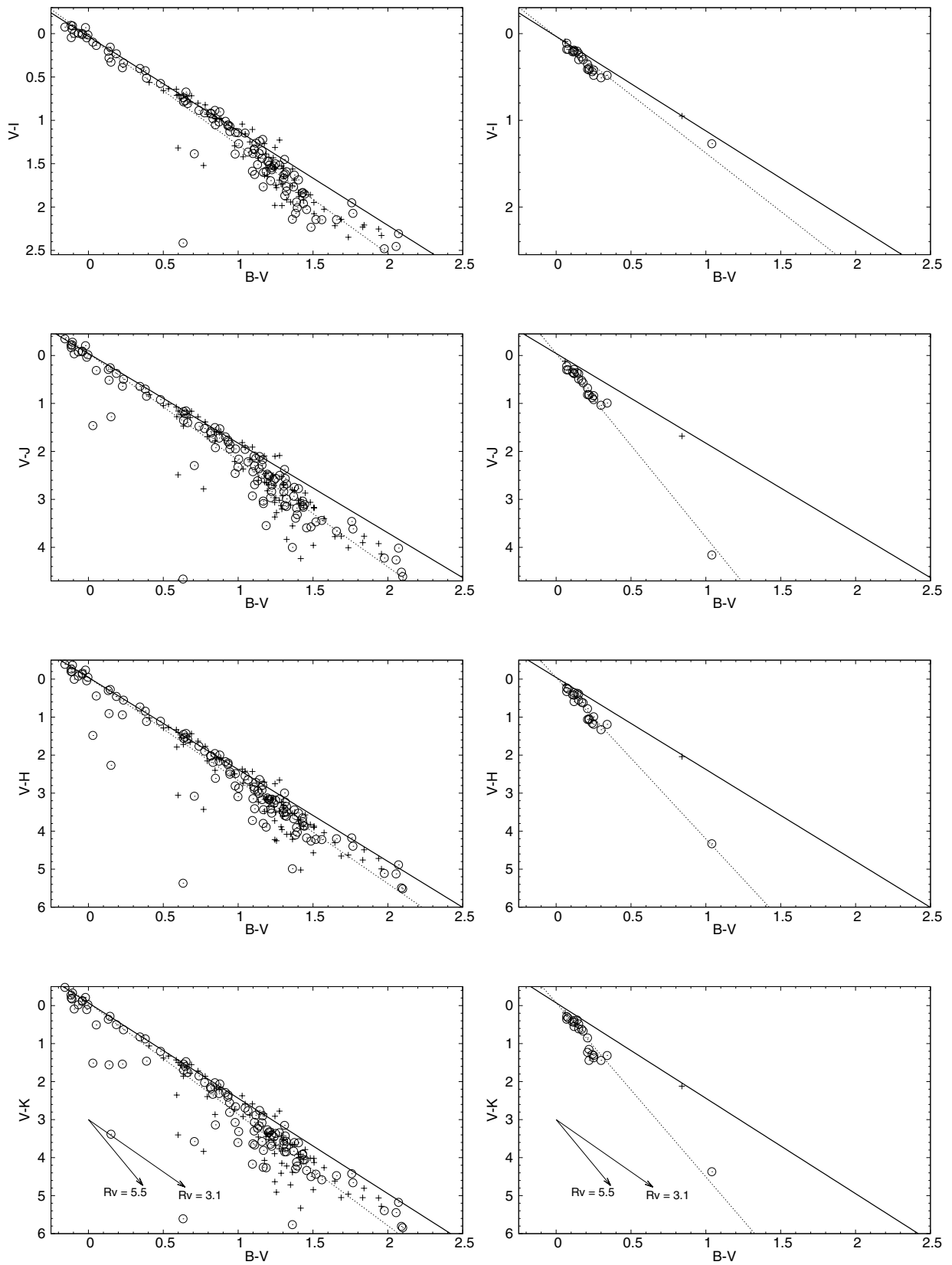
- Alencar, S. P. H., Bouvier, J., Catala, C., et al. 2010, in *Highlights of Astrophysics*, 15, 735
- Amôres, E. B., & Lépine, J. R. D. 2005, *AJ*, 130, 659
- Arias, J. I., Barbá, R. H., & Morrell, N. I. 2007, *MNRAS*, 374, 1253
- Bhavya, B., Mathew, B., & Subramaniam, A. 2007, *Bull. Astr. Soc. India*, 35, 383
- Bessell, M. S., Castelli, F., & Plez, B. 1998, *A&A*, 333, 231
- Burki, G. 1975, *A&A*, 43, 37
- Camargo, D., Bonatto, C., & Bica, E. 2011, *MNRAS*, 416, 1522
- Cambrésy, L., Rho, J., Marshall, D. J., & Reach, W. T. 2011, *A&A*, 527, A141
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, *ApJ*, 345, 245
- Cartwright, A., & Whitworth, A. P. 2004, *MNRAS*, 348, 589
- Chauhan, N., Pandey, A. K., Ogura, K., et al. 2011, *MNRAS*, 415, 1202
- Chini, R., & Krugel, E. 1983, *A&A*, 117, 289
- Chini, R., & Wargau, W. F. 1990, *A&A*, 227, 213
- Conti, P. S., & Leep, E. M. 1974, *ApJ*, 193, 113
- Cutri, R. M. 2003, *The Two Micron All Sky Survey at IPAC (2MASS)*, California Institute of Technology
- Da Rio, N., Robberto, M., Soderblom, D. R., et al. 2010, *ApJ*, 722, 1092
- Dahm, S. E. 2008, *Handbook of Star Forming Regions Vol. I*, 966
- Deeg, H. J., & Ninkov, Z. 1996, *A&AS*, 119, 221
- Dias, W. S., Lépine, J. R. D., & Alessi, B. S. 2002a, *A&A*, 388, 168
- Dias, W. S., Alessi, B. S., Moitinho, A., & Lépine, J. R. D. 2002b, *A&A*, 389, 871
- Dias, W. S., Assafin, M., Flório, V., Alessi, B. S., & Lîbero, V. 2006, *A&A*, 446, 949
- Dobashi, K., Uehara, H., Kandori, R., et al. 2005, *PASJ*, 57, 1
- Eswaraiah, C., Pandey, A. K., Maheswar, G., et al. 2012, *MNRAS*, 419, 2587
- Elmegreen, B. G. 2010, in *Star Clusters: basic galactic building blocks*, *Proc. IAU Symp.*, 266, 2009, ed. R. de Grijs, & J. R. D. Lépine, 3
- Fitzpatrick, E. L., & Massa, D. 2009, *ApJ*, 699, 1209
- Flaccomio, E., Sciortino, S., Micela, G., et al. 1997, *Mem. Soc. Astron. Ital.*, 68, 1073
- Forbes, D. 1981, *PASP*, 93, 441
- Forbes, D., English, D., De Robertis, M. M., & Dawson, P. C. 1992, *AJ*, 103, 916
- Gregorio-Hetem, J. C., Sanzovo, G. C., & Lépine, J. R. D. 1988, *A&AS*, 76, 347
- Guetter, H. H., & Vrba, F. J. 1989, *AJ*, 98, 611
- Hoag, A. A., & Smith, E. V. P. 1959, *PASP*, 71, 32
- de Jager, C., & Nieuwenhuijzen, H. 1987, *A&A*, 177, 217
- Johnson, H. L. 1962, *ApJ*, 136, 1135
- Johnson, H. L. 1968, in *Interstellar Extinction, Nebulae and Interstellar Matter. Library of Congress Catalog Card Number 66-13879*, ed. B. M. Middlehurst, & L. H. Aller (Chicago, IL: Univ. of Chicago Press), 167
- Jose, J., Pandey, A. K., Ojha, D. K. et al. 2008, *MNRAS*, 384, 1675
- Jose, J., Pandey, A. K., Ogura, K. et al. 2011, *MNRAS*, 411, 2530
- Hetem, A., & Lépine, J. R. D. 1993, *A&A*, 270, 451
- Hillenbrand, L. A., Massey, P., Strom, S. E., & Merrill, K. M. 1993, *AJ*, 106, 1906
- Hiltner, W. A., Morgan, W. W., & Neff, J. S. 1965, *ApJ*, 141, 183
- Kruskal, J. B. J. 1956, *Proc. Amer. Math. Soc.*, 7, 48
- Lada, C. J., & Lada, E. A. 2003, *ARA&A*, 41, 57
- Lomax, O., Whitworth, P., & Cartwright, A. 2011, *MNRAS*, 412, 627
- Mandelbrot, B. B. 1983, *The Fractal Geometry of Nature* (New York: W.H. Freeman and Co.)
- Mayne, N. J., & Naylor, T. 2008, *MNRAS*, 386, 261
- McCall, M. L., Richer, G. M., & Visvanathan, N. 1990, *ApJ*, 357, 502
- Megiddo, N. 1983, *SIAM J. Comput.*, 12, 759
- Melena, N. W., Massey, P., Morrell, N. I., & Zangari, A. M. 2008, *AJ*, 135, 878
- Monteiro, H., & Dias, W. S. 2011, *A&A*, 530, A91
- Monteiro, H., Dias, W. S., & Caetano, T. C. 2010, *A&A*, 516, A2
- Morgan, W. W., Hiltner, W. A., Neff, J. S., Garrison, R., & Osterbrock, D. E. 1965, *ApJ*, 142, 974
- Neckel, T., & Chini, R. 1981, *A&AS*, 45, 451
- Ogura, K., & Ishida, K. 1981, *PASJ*, 33, 149
- Pandey, A. K., Ogura, K., & Sekiguchi, K. 2000, *PASJ*, 52, 847
- Park, B.-G., & Sung, H. 2002, *AJ*, 123, 892
- Pérez, M. R., Thé, P. S., & Westerlund, B. E. 1987, *PASP*, 99, 1050
- Press, W., Teukolsky, S., Vetterling, W., & Flannery, B. 1995, *Numerical Recipes in C 2nd edn.* (Cambridge, UK: Cambridge University Press)
- Prisinzano, L., Sanz-Forcada, J., Micela, G., et al. 2011, *A&A*, 527, A77
- Rebull, L. M., Makifon, R. B., Strom, S. E., et al. 2002, *AJ*, 123, 1528
- Reipurth, B., & Schneider, N. 2008, *Handbook of Star Forming Regions Vol. I*, 36
- Róman-Zúñiga, C. G., & Lada, E. A. 2008, *Handbook of Star Forming Regions Vol. I*, 929
- Samal, M. R., Pandey, A. K., Ojha, D. K., et al. 2007, *ApJ*, 671, 555
- Sánchez, N., & Alfaro, E. J. 2010, *Lect. Notes Essays Astrophys.*, 4, 1
- Sánchez, N., Alfaro, E. J., & Pérez, E. 2005, *ApJ*, 625, 849
- Sanduleak, N. 1974, *PASP*, 86, 74
- Savage, B. D., & Mathis, J. S. 1979, *ARA&A*, 17, 73
- Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, *ApJ*, 500, 525
- Schmeja, S., Kumar, M. S. N., & Ferreira, B. 2008, *MNRAS*, 389, 1209
- Setteducati, A. F., & Weaver, H. F. 1962, *Berkeley: Radio Astronomy Laboratory*, 474, 873
- Siess, L., Dufour, E., & Forestini, M. 2000, *A&A*, 358, 593
- Steenman, H., & Thé, P. S. 1991, *Ap&SS*, 184, 9
- Straizys, V., & Kuriliene, G. 1981, *Ap&SS*, 80, 353
- Sung, H., Bessell, M. S., & Lee, S.-W. 1997, *AJ*, 114, 2644
- Sung, H., Chun, M.-Y., & Bessell, M. S. 2000, *AJ*, 120, 333
- Tothill, N. F. H., Gagné, M., Stecklum, B., & Kenworthy, M. A. 2008, *Handbook of Star Forming Regions Vol. II*, 533
- Turcotte, D. 1997, *Fractals and Chaos in Geology and Geophysics* (Cambridge: Cambridge University Press), 398
- Turner, D. G. 1976, *ApJ*, 210, 65
- van den Ancker, M. E., Thé, P. S., Feinstein, A., et al. 1997, *A&AS*, 123, 63
- Walker, M. F. 1954, *AJ*, 59, 333
- Walker, M. F. 1956, *ApJS*, 2, 365
- Wang, J., Townsley, L. K., Feigelson, E. D., et al. 2008, *ApJ*, 675, 464
- Welsh, B. Y. 1983, *MNRAS*, 204, 1203
- Wolff, S. C., Strom, S. E., Dror, D., & Venn, K. 2007, *AJ*, 133, 1092
- Yadav, R. K. S., & Sagar, R. 2001, *MNRAS*, 328, 370
- Young, A. 1978, *PASP*, 90, 144

## Appendix A: Colour diagrams



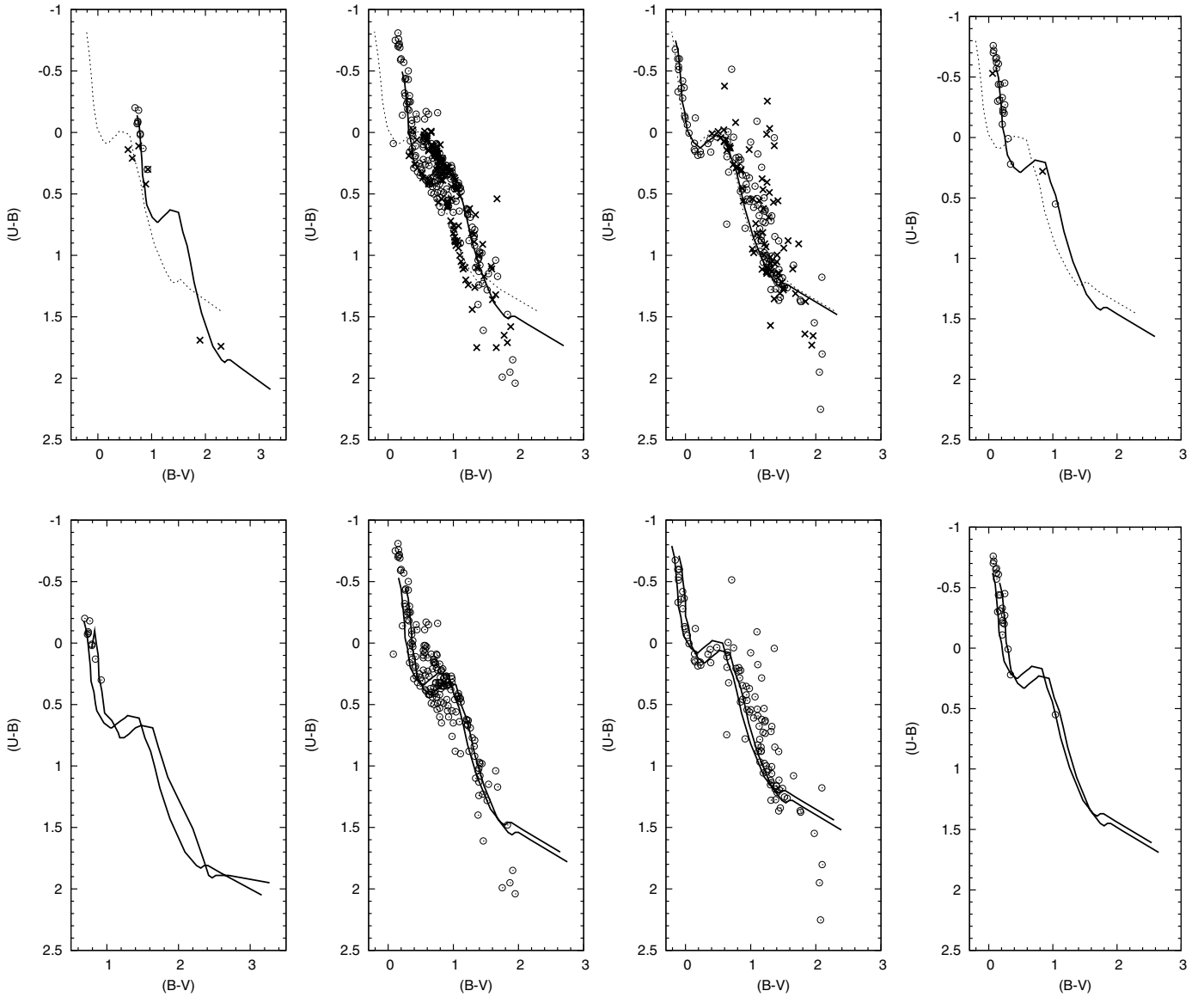
**Fig. A.1.** TCDs for the clusters Berkeley 86 (*left*) and NGC 2244 (*right*). The solid line shows a normal extinction law, while the fitting for the cluster members is shown by a dotted line. Two extinction vectors ( $A_V = 2$  mag) related to different values of  $R_V$  are plotted in the bottom panels, for illustration. Open circles indicate the members and crosses show the stars with  $P\% < P_{\min}$ .





**Fig. A.2.** TCDs for NGC 2264 (*left*) and NGC 6530 (*right*).





**Fig. A.3.** *Top:* reddened ZAMS fitting to the cluster members with  $P\% > P_{\min}$  (open circles). The position of the other stars of the sample is indicated by crosses. A full line shows the curve obtained with the fitting algorithm, while the dotted line shows the intrinsic  $U - B$  and  $B - V$  colours. *Bottom:* curves representing the limit  $\Delta E(B - V) = 0.11$  suggested by Burki (1975). *From left to right:* Berkeley 86, NGC 2244, NGC 2264, and NGC 6530.

