

UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO GRANDE DO SUL  
INSTITUTO DE FÍSICA

---

## Aspectos da Evolução de Aglomerados Estelares \*

Denilso da S. Camargo

---

Tese realizada sob orientação dos professores Drs. Charles Bonatto e Eduardo Bica e apresentada ao PPG do Instituto de Física da UFRGS em preenchimento parcial dos requisitos para a obtenção do título de Doutor em Física.

Porto Alegre

Abril, 2012

---

\*Trabalho parcialmente financiado pelo Conselho Nacional de Desenvolvimento Científico e Tecnológico (CNPq) e Coordenação de Aperfeiçoamento de Pessoal de Nível Superior (CAPES).

*Dedico este trabalho aos meus pais Almiro e Maria Célia e à minha esposa  
Josy pelo incentivo ao longo desta caminhada.*

# Agradecimentos

Agradeço aos meus pais que tornaram os meus sonhos possíveis. Especialmente ao meu pai por me permitir optar por estudar e por sempre deixar claro quais eram os nossos papéis. Aos meus irmãos e demais familiares pela parceria tanto nos bons quanto nos maus momentos.

Agradeço à minha esposa Josy pelo carinho, dedicação, incentivo e principalmente paciência ao longo dos anos de mestrado e doutorado. Agradeço também aos pais da Josy (José e Lecy) por entenderem a sua ausência nos últimos anos.

Aos meus orientadores Drs. Charles Bonatto e Eduardo Bica pelo suporte, aprendizado e excelente orientação.

Agradeço a todos que de alguma forma contribuíram para a minha formação, principalmente os professores. Em especial ao professor Dr. Basílio X. Santiago com quem cursei a maioria das disciplinas de Astronomia.

Aos colegas da sala M207 pela convivência e troca de ideias. Aos colegas da Astronomia que de alguma forma participaram deste trabalho - destaque Sandro Javiel e Rogemar Riffel e espero que os demais se sintam representados.

Aos amigos dos churrascos com cervejas (ou o contrário) dos finais de semana.

Por fim, agradeço ao S.C. Internacional pelas tantas alegrias dos últimos anos. É bom ser colorado!

Denilso da S. Camargo

*Universidade Federal do Rio Grande do Sul*  
*Abril 2012*

# Resumo

No presente trabalho investigamos a natureza de 98 sobredensidades estelares do catálogo de Froebrich, Scholz, e Raftery (FSR) projetados na direção do anti-centro da Galáxia, no setor  $160^\circ \leq \ell \leq 200^\circ$ . Esse catálogo contém 1021 candidatos a aglomerado estelar com  $|b| \leq 20^\circ$  e todas as longitudes Galácticas. Nosso principal propósito é determinar a natureza desses candidatos a aglomerados estelares derivando os parâmetros (*idade, avermelhamento, distância, raio de core e raio do aglomerado*) para os objetos confirmados como aglomerados atualizando o censo dos aglomerados abertos (OCs - *open clusters*) nessa direção.

Os parâmetros são derivados por meio da fotometria JHKs do 2MASS usando um algoritmo de descontaminação por estrelas de campo, filtros cor-magnitude e perfis de densidade radial. O algoritmo de descontaminação é usado para revelar a morfologia intrínseca do CMD do aglomerado, e o filtro cor-magnitude para isolar estrelas com grande probabilidade de pertencerem ao aglomerado.

As 98 sobredensidades estão separadas em duas amostras. Na primeira, analisamos 50 sobredensidades e confirmamos 16 como aglomerados, 7 deles são aglomerados previamente estudados. Na segunda amostra, investigamos a natureza de 48 sobredensidades, 18 são novos aglomerados e 6 são aglomerados previamente estudados.

Além disso, descobrimos 7 novos aglomerados na associação Aur OB2, 6 deles formando uma associação de aglomerados junto com BPI 14, FSR 777, Kronberger 1, e Stock 8 na nebulosa IC 417, e um imerso na nebulosa Sh2-229. Derivamos os parâmetros fundamentais de todos os aglomerados na associação. Baseados na distância derivada para esses aglomerados, sugerimos que Aur OB2 está localizada no braço de Perseus, a uma distância de 2.7 kpc do Sol.

Adicionalmente, investigamos a natureza de 14 aglomerados imersos (ECs - *embedded clusters*) em um grupo de quatro regiões H II (Sh2-235, Sh2-233, Sh2-232, e Sh2-231) na nuvem molecular gigante G174 + 2.5. Projetados na direção do anti-centro esses objetos são, possivelmente, exemplo de cenário de *collect and collapse* desenvolvendo formação estelar sequencial. Os CMDs desses aglomerados jovens são caracterizados por uma sequência principal (MS - *main sequence*) pouco populosa e um número significativo de estrelas de pré-sequência principal (PMS - *pre-main sequence*), afetadas por avermelhamento diferencial. Derivamos os parâmetros para os ECs e investigamos a relação entre eles. Neste contexto, derivamos os parâmetros fundamentais de todos os ECs, mas os parâmetros estruturais foram derivados apenas para 3 deles. Descobrimos 2 novos aglomerados nesta região (CBB 1 e CBB 2)

Ao todo, analisamos 121 objetos, derivando os parâmetros fundamentais de 53 e os parâmetros estruturais de 27 aglomerados. Além disso, descobrimos 9 novos aglomerados estelares (CBB 1 a CBB 9). O presente resultado representa um aumento significativo no número de aglomerados na direção do anti-centro, especialmente aglomerados jovens.



Construímos diagramas que relacionam cores, magnitudes e idades para diferentes metalicidades e analisamos os efeitos da metalicidade na evolução dos aglomerados. Aparentemente, os aglomerados de maior metalicidade evoluem mais rapidamente do que os de menor metalicidade. Usando os diagramas construídos derivamos idades de OCs da Galáxia.

Para finalizar, analisamos a distribuição de idades dos aglomerados do anti-centro Galáctico. Baseando-se nessa distribuição deduzimos que  $\sim 80\%$  dos aglomerados dessa região são dissolvidos em menos de 1 Gyr, e estimamos uma idade média de  $\sim 570$  Myr para esses objetos. Além disso, estimamos uma escala de tempo entre 2 e 5 Myr para a fase de ECs dos aglomerados na direção do anti-centro.

# Abstract

In the present work we investigate the nature of 98 stellar overdensities from the catalogue of Froebrich, Scholz, and Raftery (FSR) projected towards the Galactic anticentre, in the sector  $160^\circ \leq \ell \leq 200^\circ$ . The catalogue contains 1021 star cluster candidates with  $|b| \leq 20^\circ$  and all Galactic longitudes. Our main purpose is to determine the nature of these OC candidates by deriving astrophysical parameters (*age, reddening, distance, core and cluster radii*) for the clusters to improve the census of the open clusters (OCs) in that direction.

Parameters are derived based on the 2MASS JHKs photometry coupled to a field star decontamination algorithm, colour-magnitude filters and stellar radial density profiles. The field star decontamination algorithm is used to uncover the intrinsic CMD morphology, while colour-magnitude filters isolate stars with high probability of being cluster members.

The 98 overdensities are separated into two samples consisting of 50 and 48 objects, respectively. In the first, we confirm 16 as star clusters, 7 of them previously studied. In the second, 18 are new clusters and 6 have been previously studied.

We also discovered 7 new clusters in Aur OB2 association, 6 of them forming an association of clusters with BPI 14, FSR 777, Kronberger 1, and Stock 8 in the nebula IC 417, and one embedded in the nebula Sh2-229. We derive parameters for all clusters in the association. Based on the distance derived for them, we argue that Aur OB2 is located in the Perseus arm at a distance of 2.7 kpc from the Sun.

In addition, we investigate the nature of 14 embedded clusters (ECs) related to a group of four H II regions Sh2-235, Sh2-233, Sh2-232, and Sh2-231 in the giant molecular cloud G174 + 2.5. Projected towards the Galactic anticentre, these objects are a possible example of the *collect and collapse* scenario, which is developing a sequential star formation. The CMDs of these young clusters are characterised by a poorly-populated main sequence and a significant number of pre-main sequence stars, all affected by differential reddening. We derive astrophysical parameters for the ECs and investigate the relationship among their parameters. We were able to derive fundamental parameters for all ECs in the sample, but structural parameters were only derived for 3 clusters. We discovered two new ECs (CBB 1 and CBB 2) in this region.

Altogether, we have analysed a total of 121 objects, deriving fundamental parameters for 53 and structural parameters for 27 of them. In addition, we discovered 9 new star clusters (CBB 1 to CBB 9). In this sense, the present results represent a significant increase in the number of studied clusters towards the anticentre, especially young ones.

We build diagrams relating colors, magnitudes and metallicity for different ages and analyse the effects of metallicity on the evolution of clusters. Apparently the high-metallicity clusters evolve more rapidly than the low-metallicity ones. Using these diagrams, we derive ages of Galactic OCs.

Finally, we analyse the age distribution of clusters in the Galactic anticentre. Based on this distribution we deduce that  $\sim 80\%$  of the clusters in this region are dissolved in less than 1 Gyr, and estimate an average age of  $\sim 570$  Myr for the OCs in the anticentre. In addition, we estimate a timescale between 2 and 5 Myr for the duration of the embedded phase for ECs towards the Galactic anticentre.

# Sumário

Agradecimentos . . . . .	ii
Sumário . . . . .	vii
Lista de Tabelas . . . . .	x
Lista de Figuras . . . . .	xi
Abreviaturas e Expressões . . . . .	xiv
<b>1 Introdução . . . . .</b>	<b>1</b>
1.1 A Evolução dos Aglomerados Abertos . . . . .	3
1.1.1 Aglomerados Imersos em Nuvens Moleculares . . . . .	3
1.1.2 Aglomerados Abertos . . . . .	6
1.1.3 Remanescentes de Aglomerados Abertos . . . . .	7
1.2 O Presente Trabalho . . . . .	7
<b>2 Métodos de Análise . . . . .</b>	<b>9</b>
2.1 Fotometria 2MASS . . . . .	9
2.1.1 Descontaminação das Estrelas de Campo . . . . .	10
2.2 Parâmetros Fundamentais . . . . .	12
2.3 Perfil de Densidade Radial . . . . .	13
<b>3 OC<sub>s</sub> na direção do anti-centro Galáctico . . . . .</b>	<b>14</b>
3.1 OCs Confirmados . . . . .	16
3.1.1 FSR 953 . . . . .	16
3.1.2 Czernik 22 . . . . .	22
3.1.3 FSR 735 . . . . .	22
3.1.4 FSR 807 . . . . .	23

3.1.5	FSR 812 . . . . .	27
3.1.6	FSR 826 . . . . .	28
3.1.7	FSR 852 . . . . .	29
3.1.8	FSR 904 . . . . .	29
3.1.9	FSR 955 . . . . .	30
3.1.10	FSR 941 . . . . .	33
3.1.11	NGC 2234 . . . . .	34
3.2	Possíveis OCs . . . . .	35
3.2.1	FSR 815 . . . . .	35
3.2.2	FSR 883 . . . . .	35
3.2.3	FSR 902 . . . . .	35
3.2.4	FSR 921 . . . . .	36
3.2.5	FSR 951 . . . . .	37
3.3	Prováveis Flutuações de Campo . . . . .	37
3.4	Massas Estimadas . . . . .	37
3.5	Discussão . . . . .	41
3.6	Conclusão . . . . .	48
<b>4</b>	<b>Formação estelar sequencial em G174 + 2.5?</b> . . . . .	<b>49</b>
4.1	Estudos Prévios Sobre o Conteúdo Estelar de G174 + 2.5 . . . . .	51
4.1.1	Sh2-235 e Vizinhanças . . . . .	51
4.1.2	Sh2-231, Sh2-232 e Sh2-233 . . . . .	56
4.2	Análise dos Aglomerados Imersos . . . . .	58
4.2.1	Sh2-235 Cluster e CBB 2 . . . . .	60
4.2.2	FSR 784 . . . . .	62
4.2.3	Sh2-235 E2 . . . . .	63
4.2.4	KKC 11 . . . . .	63
4.2.5	Sh2-235 B Cluster . . . . .	65
4.2.6	BDSB 73 . . . . .	65
4.2.7	BDSB 72 . . . . .	66
4.2.8	BDSB 71 . . . . .	66
4.2.9	Sh2-232 IR Cluster . . . . .	68
4.2.10	Sh2-233 SE Cluster e PCS 2 . . . . .	69
4.2.11	G173.58 + 2.45 Cluster e CBB 1 . . . . .	71
4.3	Determinação da Massa . . . . .	73

4.4	Discussão . . . . .	74
4.5	Conclusão . . . . .	77
<b>5</b>	<b>Aglomerados do anti-centro II . . . . .</b>	<b>79</b>
5.1	Sobredensidades confirmadas como aglomerados . . . . .	81
5.2	Prováveis e possíveis aglomerados . . . . .	86
5.3	Discussão . . . . .	86
5.3.1	Geral . . . . .	86
5.3.2	Aglomerados descobertos . . . . .	87
5.3.3	Formação estelar sequencial em Aur OB2? . . . . .	94
5.3.4	Associações OB . . . . .	109
5.4	Conclusão . . . . .	115
<b>6</b>	<b>Metalicidade . . . . .</b>	<b>117</b>
6.1	Ajuste de isócronas e metalicidade . . . . .	118
6.2	Efeitos da metalicidade na evolução de OCs . . . . .	122
6.3	Método para estimar a idade de OCs . . . . .	124
6.4	Conclusão . . . . .	125
<b>7</b>	<b>Distribuição de Idades . . . . .</b>	<b>127</b>
7.1	Aglomerados do presente trabalho . . . . .	127
7.2	O anti-centro da Galáxia . . . . .	129
7.3	Conclusão . . . . .	130
<b>8</b>	<b>Considerações finais . . . . .</b>	<b>131</b>
	<b>Apêndice A . . . . .</b>	<b>135</b>
	<b>Referências Bibliográficas . . . . .</b>	<b>141</b>

# Lista de Tabelas

3.1	Dados gerais sobre os candidatos a OCs do catálogo FSR . . . . .	17
3.2	Identificações cruzadas dos aglomerados abertos. . . . .	18
3.3	Estatísticas da descontaminação por estrelas de campo. . . . .	26
3.4	Parâmetros fundamentais derivados. . . . .	30
3.5	Parâmetros estruturais. . . . .	33
3.6	Cores e magnitudes integradas. . . . .	36
3.7	Massas estimadas para aglomerados com mais de 50 Myr . . . . .	37
3.8	Massas estimadas para os aglomerados com PMS . . . . .	42
4.1	Identificações cruzadas dos aglomerados imersos em G174 + 2.5. . . . .	51
4.2	Parâmetros fundamentais derivados para os ECs. . . . .	55
4.3	Parâmetros estruturais derivados. . . . .	60
4.4	Massa estelar estimada para os ECs mais populosos. . . . .	66
4.5	<i>Cores</i> e magnitudes integradas. . . . .	74
5.1	Dados gerais sobre as sobredensidades do catálogo FSR07 . . . . .	80
5.2	Aglomerados com identificação cruzada . . . . .	83
5.3	Parâmetros fundamentais derivados para os 28 objetos confirmados como aglomerados. . . . .	92
5.4	Parâmetros estruturais para 13 candidatos confirmados como aglome- rados. . . . .	109
5.5	Indicadores de aglomerado jovem. . . . .	110
5.6	Massa estelar estimada para aglomerados estelares com PMS. . . . .	111
5.7	Massa estelar estimada para o OC velho FSR 893 . . . . .	111

# Lista de Figuras

3.1	Imagem DSSII na banda R de FSR 953 e Cz 22 . . . . .	15
3.2	CMD 2MASS $J \times (J - H)$ e $J \times (J - K_s)$ de FSR 953 . . . . .	19
3.3	CMD 2MASS $J \times (J - H)$ de FSR 735, FSR 852, NGC 2234, Cz 22 e FSR 941 . . . . .	20
3.4	CMD 2MASS $J \times (J - K_s)$ de FSR 812, FSR 826, FSR 807, FSR 904 e FSR 955 . . . . .	21
3.5	CMD 2MASS $J \times (J - H)$ descontaminado para casos incertos e prováveis flutuações de campo . . . . .	24
3.6	Diagramas cor-cor para os aglomerados jovens . . . . .	25
3.7	RDPs com o melhor ajuste por um perfil de King . . . . .	31
3.8	RDPs de uma amostra representativa dos casos incertos e prováveis flutuações de campo. . . . .	32
3.9	Densidade superficial de estrelas para o OC confirmado FSR 826 . . . . .	38
3.10	Densidade superficial de estrelas para o caso incerto FSR 815 . . . . .	39
3.11	Densidade superficial de estrelas para o objeto classificado como provável flutuação de campo FSR 928 . . . . .	40
3.12	Relações envolvendo os parâmetros estruturais dos OCs . . . . .	43
3.13	Relações entre os parâmetros derivados. . . . .	44
3.14	Distribuição espacial dos OCs da presente amostra na Galáxia . . . . .	46
4.1	Imagem XDSS na banda R da região HII Sh2-235 . . . . .	50
4.2	Imagem 2MASS dos ECs . . . . .	52
4.3	Mapa esquemático das nebulosas . . . . .	53
4.4	CMDs dos ECs Sh2-235 Cluster e CBB 2 . . . . .	54
4.5	CMDs 2MASS da região central de FSR 784, KKC 11 e Sh2-235 E2 . . . . .	57
4.6	CMDs da região central de Sh2-235 B Cluster, BDSB 73, BDSB 72, BDSB 71 e Sh2-232 IR Cluster . . . . .	59



4.7	CMDs do par de aglomerados PCS 2 e Sh2-233SE . . . . .	61
4.8	CMDs do par de ECs G173 e CBB 1 . . . . .	64
4.9	Diagrama cor-cor para a fotometria descontaminada . . . . .	67
4.10	Mapa esquemático de idades . . . . .	68
4.11	RDPs de Sh2-235 Cluster, FSR 784 e Sh2-235E2 . . . . .	70
4.12	RDPs para os ECs restantes . . . . .	72
4.13	Distribuição angular da fotometria descontaminada . . . . .	73
4.14	Propriedades dos presentes ECs comparados com a literatura . . . . .	75
5.1	Imagem XDSS na banda R de FSR 780 e FSR 890 . . . . .	81
5.2	Imagem XDSS na banda R de CBB 3, 4, 5, 6, 7 e 9 . . . . .	82
5.3	Imagem XDSS na banda R centrada em CBB 8 . . . . .	84
5.4	CMDs 2MASS extraídos da região central de FSR 842 . . . . .	85
5.5	CMDs 2MASS extraídos da região central de FSR 893 . . . . .	88
5.6	CMDs 2MASS para os aglomerados FSR 734, FSR 777, e Kronberger 1 . . . . .	89
5.7	CMDs 2MASS para os aglomerados FSR 761, FSR 864, FSR 888, FSR 890, e FSR 944 . . . . .	90
5.8	CMDs 2MASS para FSR 846, FSR 850, FSR 868, FSR 817, e FSR 947 . . . . .	91
5.9	CMDs 2MASS para os aglomerados Stock 8, FSR 780, e CBB 3 . . . . .	93
5.10	CMDs 2MASS para os aglomerados CBB 4, BPI 14 e CBB 5 . . . . .	95
5.11	CMDs 2MASS para os aglomerados CBB 6, CBB 7, CBB 8 e CBB 9 . . . . .	96
5.12	CMDs 2MASS para os prováveis aglomerados FSR 816, FSR 833 e FSR 946 e para os possíveis aglomerados FSR 809 e FSR 90 . . . . .	99
5.13	CMDs 2MASS para os possíveis aglomerados FSR 707, FSR 722, FSR 805, FSR 925 e FSR 967 . . . . .	100
5.14	CMDs descontaminados para os aglomerados com menor probabilidade de serem aglomerados . . . . .	101
5.15	Diagrama cor-cor com a fotometria descontaminada dos objetos con- firmados como aglomerados . . . . .	102
5.16	Diagrama cor-cor para os demais aglomerados . . . . .	104
5.17	Perfil de densidade radial para os objetos confirmados como aglomera- dos e o provável aglomerado FSR 907 . . . . .	105
5.18	RDPs de CBB 6, CBB 7, CBB 8 e CBB 9 . . . . .	106
5.19	RDPs para os aglomerados confirmados (C) e prováveis aglomerados (PC) . . . . .	107

5.20	RDPs para as sobredensidades com baixa probabilidade de serem OCs e o provável aglomerado FSR 805 . . . . .	108
5.21	Distribuição angular dos aglomerados e a concentração de estrelas massivas em Aur OB2 . . . . .	113
5.22	Distribuição espacial dos aglomerados confirmados na Galáxia . . . . .	114
6.1	CMDs 2MASS extraídos da região central de FSR 133 . . . . .	118
6.2	CMDs 2MASS extraídos da região central de Sh2-235 Cluster . . . . .	119
6.3	CMDs 2MASS extraídos da região central de FSR 852 e FSR 892 . . . . .	120
6.4	CMDs $J \times (J - H)$ e $J \times (J - K_s)$ mostrando como foram medidos os parâmetros adotados para as diferenças de cor e magnitude . . . . .	121
6.5	Diagramas $\Delta J \times idade$ , $\Delta K_s \times idade$ , $\Delta(J - H) \times idade$ e $\Delta(J - K_s) \times idade$ . . . . .	122
6.6	Diagramas $\Delta J \times \Delta(J - H)$ , $\Delta K_s \times \Delta(J - K_s)$ e $\Delta J \times \Delta K_s$ . . . . .	123
6.7	Diagramas $\Delta J \times idade$ (esquerda) e $\Delta(J - H) \times idade$ . Assumimos a metalicidade solar e derivamos a idade dos aglomerados com base em $\Delta J$ e $\Delta(J - H)$ . . . . .	126
7.1	Histogramas da distribuição das idades dos ECs e OCs confirmados no presente estudo . . . . .	128
7.2	Distribuição das idades para os aglomerados do anti-centro . . . . .	129

# Abreviaturas e Expressões

2MASS - *The Two Micron All Sky Survey*

BNe - *Bright Nebulae*

CMD - *colour-magnitude diagram*

DAML02 - Dias et al. (2002)

DNe - *Dark Nebulae*

DSS - *Digitized Sky Survey*

ECs - *Embedded Clusters*

FSR07 - Froebrich et al. (2007)

GMCs - *Giant Molecular Clouds*

IPAC - *Infrared Processing and Analysis Center*

IPHAS - *INT/WFC Photometric H $\alpha$  Survey of the Northern Galactic Plane*

IR - *Infrared*

MS - *Main Sequence*

OCs - *Open Clusters*

PMS - *Pre-Main Sequence*

PSC - *Point Source Catalog*

RDP - *Radial Density Profile*

RGB - *Red Giant Branch*

RNe - *Reflection Nebulae*

SGB - *Subgiant Branch*

SFE - *Star Formation Efficiency*

XDSS ou DSSII - *Second-generation Digitized Sky Survey*

XSC - *Extended Source Catalog*

YSOs - *Young Stellar Objects*

### **Expressões Frequentes em Inglês**

*clumps* - condensações

*collect and collapse* - coleta e colapsa

*core* - núcleo

*core collapse* - colapso do núcleo

*early-type* - primeiros tipos

*merging* - eventos de fusão

turn-off - Ponto de Inflexão da Sequência Principal

### **Unidades**

yr - ano

Myr -  $10^6$  anos

Gyr -  $10^9$  anos

pc - parsec

kpc -  $10^3$  pc

$M_{\odot}$  - massa solar

$d_{\odot}$  - distância ao Sol

$R_{GC}$  - raio Galactocêntrico

# Capítulo 1

## Introdução

A compreensão dos processos que levam à formação das estrelas é um dos desafios fundamentais da Astrofísica. A maioria das estrelas (se não todas)<sup>1</sup> se formam a partir do colapso gravitacional de *clumps* (condensações) densos e massivos localizados no interior de nuvens moleculares gigantes (GMCs). O colapso e fragmentação desses *clumps* pode gerar aglomerados imersos (ECs)

O acúmulo de gás e poeira do meio interestelar em GMCs representa o estágio inicial do processo de formação estelar. Logo, entender como essas estruturas se formam e evoluem é essencial para a compreensão de como as estrelas são formadas, e principalmente o motivo pelo qual elas geralmente se formam em grupos (Lada & Lada 2003, Porras et al. 2003, Allen et al. 2007). As GMCs frequentemente formam complexos em forma de filamentos localizados principalmente em regiões de alta densidade como os braços espirais (Dame et al. 1986, Wilson et al. 2005). A estrutura global das GMCs é governada basicamente por movimentos turbulentos supersonicos do gás que evitam o colapso gravitacional da nuvem (Larson 1981, Heyer & Brunt 2004, Hirota et al. 2011), mas também podem provocar a sua fragmentação interna favorecendo a criação dos *Clumps* a que nos referimos anteriormente (Vazquez-Semadeni 1994, Padoan & Nordlund 2002, Mac Low & Klessen 2004). Além disso, provavelmente participam do processo de fragmentação das GMCs agentes externos como ondas de densidade dos braços espirais, choques com envelopes de supernovas em expansão, interações de escala Galáctica (como choques com o disco) ou eventos de fusões (mergers). A fragmentação dos *clumps* pode dar origem a *cores* (núcleos

---

<sup>1</sup>Há evidências de que a maioria das estrelas se formam em aglomerados estelares (Lada & Lada 2003, Portegies Zwart et al. 2010), principalmente as estrelas massivas. ~ 95% das estrelas de tipo O da Galáxia parecem fazer parte de um aglomerado ou associação OB, ou podem ser cinematicamente a eles ligados (de Wit et al. 2005).

moleculares) onde se formam as estrelas (Williams et al. 2000). Aparentemente, essas *cores* raramente nascem sozinhas. Como resultado, a maioria das estrelas nascem em grupos no interior de *clumps* de gás e poeira formando aglomerados imersos. Neste contexto, as GMCs são os verdadeiros berçários de formação estelar do Universo.

No entanto, o nascimento de estrelas e subsequente formação de aglomerados estelares pode ser catastrófico para a GMC. As explosões de supernova, expansão de regiões HII devido à ação de estrelas massivas, radiação UV e ventos estelares podem destruir completamente a GMC numa escala de tempo de poucas dezenas de milhões de anos (Elmegreen 2000, Bonnell et al. 2006). Hartmann et al. (2001) afirmam que estrelas com idades superiores a  $\approx 5$  Myr não são encontradas associadas a nuvens moleculares e Allen et al. (2007) sugere que o gás primordial de aglomerados imersos é expulso em 3 – 5 Myr (Leisawitz & Thaddeus 1989, Proszkow & Adams 2009). Para Lada & Lada (2003) a duração da fase de aglomerado imerso é de 2 – 3 Myr.

As estrelas de um aglomerado tem sua origem na mesma nuvem de gás e poeira e devido a essa origem comum elas tem aproximadamente a mesma idade, composição química inicial e praticamente a mesma distância de nós. Diferem porém, no tipo espectral, pois tem massas diferentes e é a massa que essencialmente determina o ciclo de vida das estrelas. Há evidências de que a formação estelar, mesmo em aglomerados, pode durar algumas dezenas de milhões de anos, especialmente para baixas massas. No caso dos ECs, que podem estar formando estrelas, a diferença de idade das estrelas pode ser igual a idade do aglomerado.

Os aglomerados estelares evoluídos da Galáxia podem ser divididos em globulares e abertos. Ambos são importantes para o estudo dos processos de formação e evolução estelar e, por isso, são considerados laboratórios únicos para a pesquisa astronômica. Por exemplo, os aglomerados abertos (OCs) foram utilizados para analisar a estrutura, dinâmica, composição e evolução do disco Galáctico (Friel 1995, Bonatto et al. 2006b, Piskunov et al. 2006). Os aglomerados jovens, em particular, tem sido usados como traçadores do padrão espiral da Galáxia (Moffat et al. 1979, Bobylev et al. 2007, Vázquez et al. 2008). Os OCs velhos podem fornecer informações sobre a formação e evolução inicial do disco. OCs são, em geral, encontrados próximo do disco Galáctico onde continua a ocorrer formação estelar. Quanto aos aglomerados globulares a sua distribuição foi fundamental para determinar a localização do centro Galáctico, estabelecendo a existência do halo e bojo (Bica et al. 2006, e suas referências).

Em geral, parâmetros como idade, avermelhamento e distância são melhor determinados para aglomerados estelares do que para estrelas individuais. Por isso, eles são frequentemente utilizados para caracterizar a estrutura da Via Láctea (Lyngå 1982, Janes & Adler 1982, Janes & Phelps 1994, Friel 1995, Nilakshi et al. 2002, Tadross et al. 2002, Kharchenko et al. 2005a,b, Bonatto et al. 2006c).

## 1.1 A Evolução dos Aglomerados Abertos

Após o nascimento como ECs, os aglomerados estelares são submetidos à ação de diversos mecanismos de dissolução<sup>2</sup> e, por isso, uma fração muito reduzida desses objetos consegue sobreviver evoluindo para OCs e terminando o ciclo de vida como remanescentes de OCs.

A dissolução de aglomerados estelares é um processo gradual com diferentes mecanismos atuando simultaneamente. A dissolução de OCs por processos internos é caracterizada por três fases distintas: (i) mortalidade infantil ( $\sim 10^7$  yr), (ii) evolução estelar ( $\sim 10^8$  yr) e relaxação ( $\sim 10^9$  yr). Concomitantemente, os OCs podem sofrer a ação de perturbações externas, tais como encontros com GMCs e choques com o disco, que aceleram o processo de dissolução.

### 1.1.1 Aglomerados Imersos em Nuvens Moleculares

Os aglomerados imersos são aglomerados estelares em fase de formação e que ainda não expeliram o gás residual não usado na formação estelar. Nesta fase, frequentemente a intensa radiação UV emitida pelas estrelas massivas ioniza o gás molecular remanescente dando origem a uma região HII. Os ECs podem estar parcialmente ou completamente imersos na nuvem molecular embrionária ou região HII. A fração do aglomerado que se encontra imersa no gás molecular tem relação com a sua fase evolutiva. Os menos evoluídos estão imersos em núcleos moleculares densos e massivos, ao passo que os mais evoluídos estão localizados em regiões HII ou nos bordos de nuvens moleculares (Leisawitz & Thaddeus 1989). Frequentemente, essas regiões HII, excitadas pelos ventos de estrelas massivas, expandem-se violentamente no interior da nuvem molecular disparando uma formação sequencial de estrelas. O modelo “*collect and collapse*” (Elmegreen & Lada 1977, Whitworth et al. 1994) sugere que a região HII ao se expandir acumula material entre as frentes de ionização e choque. Esse material,

---

<sup>2</sup>Os mecanismos de dissolução atuam simultaneamente, o que os torna mais eficientes.

em consequência dos choques, torna-se instável e fragmenta-se em diversos *clumps*, disparando a formação estelar em múltiplos proto-aglomerados (Fukuda & Hanawa 2000, Hosokawa & Inutsuka 2005, Deharveng et al. 2005, Dale et al. 2007). Podemos dizer que os ECs são hoje um dos principais laboratórios para o estudo da formação estelar e de aglomerados estelares de que dispomos. Como nascem imersos em nuvens moleculares gigantes durante a sua formação e evolução inicial, são mais facilmente observados no infravermelho, visto que estão obscurecidos por poeira (Lada & Lada 2003).

A maioria das estrelas se formam em ECs, no entanto, apenas uma pequena fração das estrelas do disco Galáctico são encontradas em aglomerados estelares, indicando que muitos desses objetos são dissolvidos no disco. Os aglomerados evoluem dinamicamente em consequência de processos internos como perda de massa durante a evolução estelar, segregação de massa, a evaporação das estrelas menos massivas, a expulsão do gás primordial e mecanismos externos tais como efeitos de maré do disco e bojo e, principalmente, as colisões com nuvens moleculares (e.g. Bonatto & Bica 2007a).

As regiões de formação estelar, onde nascem os ECs, frequentemente apresentam estruturas filamentosas com gás e poeira em movimentos possivelmente supersônicos (Allen et al. 2007, Gutermuth et al. 2009, Myers 2009). Trabalhos recentes, sugerem que essas estruturas podem formar pequenos grupos de estrelas ou até mesmo estrelas isoladas (Bastian 2011, Kruijssen et al. 2012). Mas regiões de baixa densidade apresentam baixa eficiência de formação estelar (star formation efficiency - SFE).

A SFE é um fator importante para a sobrevivência de um aglomerado. Ela indica a fração do gás que foi convertida em estrelas.

$$\varepsilon \equiv \frac{M_{\star}}{M_{\star} + M_{gás}} \quad (1.1)$$

Onde  $\varepsilon$  é a SFE,  $M_{\star}$  é a massa do conteúdo estelar e  $M_{gás}$  representa a massa do gás remanescente.

Um dos primeiros e o mais destrutivo teste de sobrevivência a que um aglomerado estelar é submetido, na fase inicial de sua vida, é a expulsão do gás primordial pelos ventos de estrelas massivas ou explosões de supernovas (*infant mortality* - Lada & Lada 2003). Com a remoção do gás não usado na formação de estrelas, o potencial



gravitacional do EC sofre uma redução significativa num curto período de tempo, já que o potencial desses objetos é, em geral, dominado pelo gás (Tutukov 1978, Goodwin & Bastian 2006, Bonatto & Bica 2011b). Com a redução do potencial a velocidade de escape do aglomerado diminui, provocando a expansão e perda de grande parte das estrelas, principalmente as menos massivas (Goodwin 1997, Kroupa 2001a, Boily & Kroupa 2003, Baumgardt 2006). Atualmente é aceito que o destino dos ECs é determinado, principalmente pela SFE e a massa de suas estrelas massivas. Se o gás é removido numa larga escala de tempo (processo adiabático) o aglomerado permanecerá ligado para SFEs superiores a 30%, mas se o gás é removido rapidamente (processo explosivo) a SFE precisa ser superior a 50% (Lada & Lada 2003, Goodwin & Bastian 2006). A expulsão do gás residual pode ser muito destrutiva, de modo que  $\sim 95\%$  dos aglomerados estelares não sobrevivem a fase de ECs para se tornarem OCs (Lada & Lada 2003, Bonatto & Bica 2011b) e os sobreviventes podem perder mais de 50% de suas estrelas (*infant weight loss* - Kroupa & Boily 2002, Weidner et al. 2007, Goddard, Bastian & Kennicutt 2010). No entanto, Smith et al. (2011) sugerem que a variação das condições iniciais do aglomerado é que representam o parâmetro mais importante na dissolução por meio da expulsão do gás residual, pois a distribuição estelar pode variar significativamente, alterando a importância relativa dos potenciais do conteúdo estelar e do gás. A formação estelar ocorre no interior de *clumps* densos e massivos em GMCs. Essas estruturas contêm muitos *cores* formando estrelas. Alguns *cores* podem agrupar-se formando *sub-clumps* onde a SFE pode ser maior do que a do *clump* como um todo. Goodwin (2009) sugere que o fator determinante para a sobrevivência de um aglomerado é o estado virial do seu conteúdo estelar imediatamente antes da expulsão do gás. Neste contexto, ambos *infant mortality* e *infant weight loss* dependem do perfil de densidade radial (RDP) imediatamente antes da expulsão do gás (Boily & Kroupa 2003) e da distribuição relativa de estrelas e gás (Adams 2000).

As estrelas que compõem os ECs encontram-se em processo de formação ou em estágios iniciais de evolução e grande parte delas estão na fase de pré-sequência principal (PMS). Por isso, esses objetos geralmente apresentam uma sequência principal (MS) em desenvolvimento e uma PMS bem destacada.

Os ECs são os verdadeiros blocos de construção das galáxias e desempenham um papel importante no nosso entendimento dos processos que levam à formação estelar e evolução inicial, visto que trazem consigo informações a respeito dos processos físicos responsáveis pela sua formação e, a sua estrutura está relacionada com a estrutura da GMC onde ele se formou. A maioria dos ECs são completamente dissolvidos

ou evoluem para associações estelares não ligadas e, portanto, são eles que produzem a maioria das estrelas de campo do disco. Desse modo, a ideia dos OCs como sendo unidades fundamentais de formação estelar é controversa, já que eles não contribuem significativamente para a população de estrelas de campo. Nesse sentido, embora a maioria das estrelas no Universo local se formem em aglomerados estelares ou associações, o conteúdo estelar das galáxias é dominado por estrelas de campo. Por isso, o entendimento do processo evolutivo dos aglomerados estelares, principalmente, como e quando eles se dissolvem é de fundamental importância para compreendermos o seu papel na evolução das galáxias (Gieles 2010).

### 1.1.2 Aglomerados Abertos

Os aglomerados que sobrevivem à fase de expulsão do gás primordial, permanecendo ligados gravitacionalmente tornam-se OCs.

Os OCs são sistemas estelares autogravitantes relativamente jovens, que sobreviveram à fase turbulenta de EC e que contêm de dezenas a poucos milhares de estrelas. A formação de OCs é um processo contínuo no disco da Galáxia.

Mas os OCs também estão sujeitos a diversos processos de dissolução, tais como: evaporação, evolução estelar, efeitos de maré e colisões com nuvens moleculares, interações gravitacionais ou choques com o bojo, disco e braços espirais (Carraro 2006, Baumgardt 2006, Gieles et al. 2006, 2007, Lamers et al. 2010). Esses processos afetam a distribuição em idade dos OCs, de modo que na vizinhança solar poucos superam 1 Gyr (Oort 1958, Gieles et al. 2006, Piskunov et al. 2006). Nesse sentido, Wielen (1971) estimou um tempo de vida médio para os OCs da vizinhança solar de 200 Myr. A maioria dos OCs velhos estão na direção do anticentro Galáctico e longe do plano do disco onde o efeito de maré da Galáxia e os encontros com GMCs são reduzidos (Friel 1995, Bergond et al. 2001, Bonatto et al. 2006b, Froebrich et al. 2007). Em outras palavras, existe uma assimetria espacial na distribuição em idades dos OCs da Galáxia. Essa assimetria provavelmente reflete a dependência dos processos de dissolução com o raio Galactocêntrico, de modo que se o aglomerado se forma com grande raio Galactocêntrico, a probabilidade de sobrevivência cresce bastante. Efeitos semelhantes foram registradas por de Grijs & Anders (2006) para aglomerados da Grande Nuvem de Magalhães; Boutloukos & Lamers (2003) para a Pequena Nuvem de Magalhães e M33; Gieles et al. (2005) para a região central de M51. Na região central da Galáxia, interações com o disco e o aumento na densidade de GMCs tende

a destruir os OCs menos massivos numa escala de tempo de poucos  $10^8 yr$  (Bergond et al. 2001). Portegies Zwart et al. (2002) obtiveram um tempo de dissolução de  $\approx 50$  Myr para OCs massivos localizados a menos de 150 pc do centro da Galáxia. Os processos de dissolução são mais eficientes para OCs localizados na direção do centro Galáctico e/ou de baixa massa. Desse modo, o tempo de dissolução dos aglomerados estelares depende da massa inicial e da distância ao centro da Galáxia ( $R_{GC}$ ). Em média, os aglomerados massivos sobrevivem por muito mais tempo do que os de baixa massa.

A Evolução estelar domina as perdas de massa dos OCs até 100 Myr (Takahashi & Portegies Zwart 2000). Em seguida, a evaporação e as perturbações externas predominam. O efeito de maré da Galáxia e os encontros com GMCs são as perturbações mais destrutivas (Baumgardt 2006). Esses processos excitam o conteúdo estelar do aglomerado aumentando a sua energia e provocando a expansão e até mesmo a dissolução.

Apenas os OCs massivos e localizados na direção do antcentro da Galáxia conseguem superar todos esses mecanismos de destruição para alcançar a última fase evolutiva.

### 1.1.3 Remanescentes de Aglomerados Abertos

A ação destrutiva dos diversos mecanismos de dissolução transformam os aglomerados massivos em OCs remanescentes (Pavani & Bica 2007, Carraro 2006, Bica et al. 2001, de La Fuente Marcos 1998). Esses objetos apresentam uma densidade muito baixa, o que dificulta a sua diferenciação das estrelas de campo (de La Fuente Marcos 1997, 2002, Carraro 2006). Os OCs remanescentes podem ser diferenciados das estrelas do fundo do céu pela comparação dos CMDs do objeto e do campo de comparação, já que esses objetos são ricos em estrelas evoluídas e apresentam depleção da baixa sequência principal.

## 1.2 O Presente Trabalho

Os principais objetivos do presente trabalho são: determinar os parâmetros de aglomerados estelares, iniciar um censo dos OCs na direção do anti-centro da Galáxia e investigar a natureza de aglomerados imersos em nuvens moleculares. O trabalho está dividido em 7 capítulos. No segundo capítulo descrevemos os programas

e métodos utilizados. No capítulo 3, analisamos uma amostra de 50 candidatos a OCs, localizados na direção do anti-centro Galáctico e pertencentes ao catálogo de Froebrich et al. (2007). No capítulo 4 estudamos a natureza de 14 ECs da GMC G174+2.5, relacionados com um grupo de regiões HII localizadas no braço de Perseus, e a possível formação estelar sequencial. No capítulo 5 analisamos uma amostra de 58 aglomerados localizados na direção do anti-centro, 48 deles pertencentes ao catálogo FSR07. O capítulo 6 é dedicado a uma breve análise da metalicidade de OCs. No capítulo 7 discutimos os nossos resultados. E finalmente, no capítulo 8 registramos as considerações finais.

## Capítulo 2

# Métodos de Análise

Na análise de aglomerados abertos da Galáxia, utilizamos a fotometria 2MASS e ferramentas como o diagrama cor-magnitude (CMD), o perfil de densidade radial (RDP) e as imagens do 2MASS, do DSS e DSSII, disponíveis em: <http://cadwww.nrc.ca>.

### 2.1 Fotometria 2MASS

O 2MASS foi um *survey* que utilizou a nova geração de detectores infravermelhos para obter um mapeamento uniforme cobrindo todo o céu (Skrutskie et al. 2006). O projeto foi desenvolvido pela Universidade de Massachusetts e pelo Centro de Processamento e Análise no Infravermelho (IPAC) que utilizaram dois telescópios de 1.3 m de diâmetro, um localizado no hemisfério norte e outro no sul. As bandas  $J$  ( $1.25\mu m$ ),  $H$  ( $1.65\mu m$ ) e  $K_s$  ( $2.16\mu m$ ) utilizadas em parte, correspondem às bandas clássicas J, H e K definidas por Johnson (1962). No entanto, o filtro “K-short” ( $K_s$ ) exclui comprimentos de onda superiores a  $2.31\mu m$  de modo que as observações nessa banda são menos sensíveis à contribuições por ruído de fundo térmico fornecendo uma maior uniformidade nos dados.

O Catálogo de Fontes Pontuais (PSC) do 2MASS contém a posição e magnitude de 470.992.970 estrelas ou objetos não resolvidos, e o Catálogo de Fontes Extensas (XSC) de 1.647.599 galáxias e outras nebulosas. Além disso, o 2MASS disponibiliza um Atlas digital com 4.121.439 imagens de  $512 \times 1024$  pixel (1 pixel = 1”).

Os parâmetros astrofísicos de aglomerados abertos foram obtidos a partir da fotometria 2MASS nas bandas  $J$ ,  $H$  e  $K_s$ , extraída através da ferramenta VizieR (disponível em <http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR?-source=II/246>). As extrações foram feitas para regiões circulares centradas nas coordenadas dos objetos.

### 2.1.1 Descontaminação das Estrelas de Campo

Os aglomerados abertos são, em geral, encontrados no disco da Galáxia e, por isso, a contaminação por estrelas de campo não pode ser desprezada. Para isolar o conteúdo estelar dos OCs nós realizamos um procedimento de descontaminação das estrelas de campo (Bica & Bonatto 2005, Bonatto et al. 2006c, Bonatto & Bica 2007a). A nossa amostra é composta de objetos localizados no plano do disco e/ou nos braços espirais, o que gera incertezas nos resultados (Bonatto et al. 2004b, 2005).

O algoritmo de descontaminação trabalha em bases estatísticas: (i) divide o CMD observado em uma grade em 3 dimensões, a magnitude  $J$  e as cores  $(J-H)$  e  $(J-K_s)$  considerando uma incerteza de  $1\sigma$  em cada banda ( $\sigma_J$ ,  $\sigma_H$  e  $\sigma_{K_s}$ ) da fotometria 2MASS, (ii) computa a densidade de estrelas de campo esperado para cada célula da grade, baseando-se na densidade de estrelas do campo de comparação que apresentam magnitude e cores compatíveis com as da célula, e (iii) subtrai estrelas numa fração consistente com a densidade de estrelas de campo esperado para cada célula. Para simplificar a notação, vamos redefinir os eixos  $\chi = J$ ,  $\xi = (J-H)$  e  $\zeta = (J-K_s)$ . As dimensões típicas das células são  $\Delta\chi = 1.0\ mag$  e  $\Delta\xi = \Delta\zeta = 0.2\ mag$ . Esses valores garantem uma contagem estatística de estrelas nas células individuais e ao mesmo tempo preservam a morfologia das diferentes seqüências evolutivas no CMD.

Considere uma célula tridimensional típica com eixos  $(\chi, \xi, \zeta)$  e dimensões  $(\chi_c \pm \frac{\Delta\chi}{2}, \xi_c \pm \frac{\Delta\xi}{2}, \zeta_c \pm \frac{\Delta\zeta}{2})$ , onde  $(\chi_c, \xi_c, \zeta_c)$  representam as coordenadas centrais da célula. O algoritmo usa uma distribuição Gaussiana da magnitude e cores para computar a probabilidade de uma estrela com coordenadas  $(\bar{\chi} \pm \sigma_\chi, \bar{\xi} \pm \sigma_\xi, \bar{\zeta} \pm \sigma_\zeta)$  pertencer a esta célula. As prováveis estrelas do OC estão localizadas na região  $0 < R < R_{RDP}^1$ , cuja área projetada é  $A_{agl}$ , e as estrelas do campo estão localizadas na região  $R > R_{RDP}$ , cuja área é  $A_{fs}$ . A densidade ( $\rho_{fs}^{cel}$ ) de estrelas de campo esperada para determinada célula é calculada considerando a probabilidade individual ( $P_{fs}^{cel}$ ) de todas as estrelas do campo de comparação ( $N_{fs}$ ) pertencerem à célula, dividido pela área do referido campo,  $\rho_{fs}^{cel} = \frac{P_{fs}^{cel}}{A_{fs}}$ , onde

$$P_{fs}^{cel} = \sum_{i=1}^{N_{fs}} \int \int \int P_i(\chi, \bar{\chi}_i; \xi, \bar{\xi}_i; \zeta, \bar{\zeta}_i) d\chi d\xi d\zeta \quad (2.1)$$

---

<sup>1</sup>O  $R_{RDP}$  é o raio do aglomerado.

Onde  $P_i(\chi, \bar{\chi}_i; \xi, \bar{\xi}_i; \zeta, \bar{\zeta}_i)$  representa a probabilidade de a  $i$ -ésima estrela do campo, com coordenadas no CMD  $(\bar{\chi}_i, \bar{\xi}_i, \bar{\zeta}_i)$  e incerteza  $(\sigma_{\chi_i}, \sigma_{\xi_i}, \sigma_{\zeta_i})$ , ter a magnitude e cores  $(\chi, \xi, \zeta)$ . A integração é feita sobre toda a extensão da célula em cada dimensão,  $\chi_c - \frac{\Delta\chi}{2} \leq \chi \leq \chi_c + \frac{\Delta\chi}{2}$ ,  $\xi_c - \frac{\Delta\xi}{2} \leq \xi \leq \xi_c + \frac{\Delta\xi}{2}$  e  $\zeta_c - \frac{\Delta\zeta}{2} \leq \zeta \leq \zeta_c + \frac{\Delta\zeta}{2}$ , respectivamente; elas basicamente se reduzem à função erro computada para as bordas da célula.

O mesmo procedimento foi utilizado para calcular a densidade de estrelas observadas na célula  $\rho_{obs}^{cel} = \frac{P_{obs}^{cel}}{A_{agl}}$ . Nesse caso, consideramos somente estrelas que se encontram na região  $0 \leq R \leq R_{RDP}$ . O número de estrelas de campo esperado para a célula é  $n_{fs}^{cel} = \frac{\rho_{fs}^{cel}}{\rho_{obs}^{cel}} \times n_{obs}^{cel}$ , onde  $n_{obs}^{cel}$  é o número de estrelas observadas no campo de comparação localizadas na célula. O número provável de estrelas membros na célula é  $n_{agl}^{cel} = n_{obs}^{cel} - n_{fs}^{cel}$ . Finalmente, o número total de prováveis membros do OC é a soma  $n_{agl}^{cel}$  em todas as células do CMD,  $N_{agl} = \sum_{cel} n_{agl}^{cel}$ .

O algoritmo de descontaminação fornece os parâmetros  $N_{obs}$ ,  $N_{agl}$ ,  $N_{1\sigma}$ ,  $\sigma_{fs}$  e  $FS_{obs}$ , (Bica et al. 2008).  $N_{agl}$  representa o número de prováveis membros do aglomerado após a descontaminação. O parâmetro  $N_{1\sigma}$  é uma medida da significância estatística do número de estrelas no CMD descontaminado, e corresponde à razão entre o número de estrelas no CMD descontaminado e a flutuação de  $1\sigma$  medida no CMD observado. Por definição, CMDs de sobredensidades devem ter  $N_{1\sigma} > 1$ . Espera-se que CMDs de aglomerados estelares tenham um  $N_{1\sigma}$  integrado bem maior do que 1. O parâmetro  $\sigma_{fs}$  corresponde à flutuação poissônica em torno da média da contagem de estrelas em 8 setores de mesma área no campo de comparação. Campos de comparação uniformes fornecem baixos valores para  $\sigma_{campo}$ . O ideal seria que aglomerados estelares apresentassem um  $N_{agl}$  superior a  $\sim 3\sigma_{fs}$ . O  $FS_{unif}$  mede a uniformidade da contagem de estrelas no campo de comparação.

Como geralmente trabalhamos com campos de comparação muito maiores do que a área de extração do aglomerado, a correção para a diferença de área entre o campo e o aglomerado pode produzir um número fracionário de prováveis estrelas de campo ( $n_{campo}^{cel}$ ) em algumas células. Antes da subtração célula-a-célula, os números fracionários são arredondados para o inteiro mais próximo, mas limitada ao número de estrelas observadas em cada célula  $n_{sub}^{cel} = NI(n_{fs}^{cel}) \leq n_{obs}^{cel}$ , onde NI representa o arredondamento para o inteiro mais próximo. O efeito global é quantificado pela diferença entre o número de estrelas de campo esperado para cada célula ( $n_{fs}^{cel}$ ) e o

número real de estrelas subtraídas ( $n_{sub}^{cel}$ ). Somada sobre todas as células, esse valor dá uma estimativa da eficiência do processo de subtração total,

$$f_{sub} = 100 \times \sum_{cel} n_{sub}^{cel} / \sum_{cel} n_{fs}^{cel} \quad (\%)$$

O resultado ideal seria uma eficiência de  $f_{sub} \approx 100\%$ . As dimensões das células por nós adotadas produziram eficiências de subtração superiores a 90%.

A descrição detalhada do algoritmo utilizado é encontrada em Bonatto & Bica (2007b), na seção 4.

## 2.2 Parâmetros Fundamentais

Os parâmetros fundamentais dos OCs foram determinados através do ajuste de isócronas ao CMD descontaminado das estrelas de campo. Isócronas do grupo de Padova com metalicidade solar (Girardi et al. 2002) foram ajustadas à sequência principal. Para os aglomerados jovens usamos isócronas de Siess et al. (2000) para caracterizar a pré-sequência principal e também construímos o diagrama cor-cor.

As seqüências evolutivas de um aglomerado estelar podem ser ajustadas por uma isócrona, seqüência de estrelas de mesma idade, metalicidade e diferentes massas, obtidas a partir de modelos, que fornece a distância, idade e avermelhamento ou excesso de cor das estrelas componentes. Em função dos erros fotométricos e da contaminação por estrelas de campo, muitas vezes, o ajuste de uma isócrona é uma tarefa bem árdua.

O ajuste de isócronas forneceu os valores para o avermelhamento e o módulo de distância aparente. A isócrona foi deslocada até que se obtivesse o melhor ajuste. O deslocamento vertical (em magnitude) forneceu o módulo de distância aparente. O avermelhamento foi obtido a partir do deslocamento horizontal (em cor) da isócrona. O melhor ajuste de uma isócrona dá o módulo de distância aparente  $(m - M)_J$  e o avermelhamento  $E(J - H)$ , que pode ser convertido para  $E(B - V)$  e  $A_V$  com as relações  $A_J/A_V = 0.276$ ,  $A_H/A_V = 0.176$ ,  $A_{K_s}/A_V = 0.118$ ,  $A_J = 2.76 \times E(J - H)$  e  $E(J - H) = 0.33 \times E(B - V)$  (Schlegel et al. 1998, Dutra et al. 2002), assumindo a extinção total-seletiva  $R_V = 3.1$  (Bless & Savage 1972, Rieke & Lebofsky 1985, Cardelli et al. 1989). Adotamos a distância Galactocêntrica do Sol igual  $R_\odot = 7.2 \text{ kpc}$  (Bica et al. 2006) para computar a distância Galactocêntrica ( $R_{GC}$ ).



## 2.3 Perfil de Densidade Radial

Os parâmetros estruturais dos OCs foram derivados a partir dos RDPs (distribuição radial da densidade de estrelas projetada na direção do centro do aglomerado) com o ajuste de um perfil de densidade superficial de 2-parâmetros de King (King 1962). Os RDPs foram construídos com fotometria filtrada em cor magnitude que produz parâmetros mais robustos, já que o filtro isola as prováveis sequências evolutivas do aglomerado. Segundo Bonatto & Bica (2006a) o perfil observado tende a subestimar a extensão do aglomerado.

A construção do filtro cor-magnitude leva em consideração os efeitos de evolução dinâmica como o aumento da fração de binárias que provocam o alargamento da sequência principal. Mas ele não descontamina completamente o aglomerado, estrelas de campo com cores similares às do aglomerado permanecem no interior do filtro (Bica et al. 2006b).

Os RDPs foram construídos com a contagem de estrelas em anéis concêntricos cuja largura aumenta com a distância ao centro. Esse procedimento evita superamostragem próximo do centro e estatística pobre em regiões mais afastadas. Para garantir boa resolução espacial e erros Poissonianos adequados, a largura e o número de anéis podem ser ajustados (Bonatto & Bica 2006a).

No ajuste do perfil de King (King 1962) utilizamos o programa de ajuste não linear por mínimos quadrados que leva em consideração as barras de erro (ponderado). Mantivemos o nível da contribuição das estrelas de campo constante ( $\sigma_{campo}$ ) para minimizar os graus de liberdade no ajuste. O ajuste nos permitiu derivar a densidade central de estrelas ( $\sigma_{0K}$ ) e o raio do núcleo ( $R_{core}$ ). O perfil de King de 2-parâmetros é descrito pela equação  $\sigma(R) = \sigma_{campo} + \frac{\sigma_{0K}}{1 + (\frac{R}{R_{core}})^2}$ .

O raio do aglomerado ( $R_{RDP}$ ) é a distância do centro do aglomerado até onde o RDP e o campo se tornam estatisticamente indistinguíveis.

## Capítulo 3

# Parâmetros Astrofísicos em uma Amostra de 50 Candidatos a OCs na Direção do Anti-centro Galáctico

Este capítulo é baseado em Camargo et al. (2010), onde analisamos a natureza de uma amostra de 50 candidatos a aglomerado estelar do catálogo de Froebrich et al. (2007), localizados na direção do anti-centro Galáctico (Tab. 3.1). Este catálogo contém 1021 candidatos a aglomerados estelares com  $|b| \leq 20^\circ$ .

Para cada candidato, analisamos a imagem DSSII e/ou 2MASS centrada nas coordenadas do objeto (na Fig. 3.1 mostramos a imagem DSSII para dois casos representativos, FSR 953 e Cz22), o que nos deu uma idéia inicial da natureza do objeto, da centragem das coordenadas e do diâmetro de extração da fotometria. Construímos o CMD da região central de cada objeto (Figs. 3.2 a 3.5) e comparamos com o CMD construído com estrelas de um campo próximo (anel concêntrico à região central e de mesma área). As seqüências evolutivas foram ajustadas com uma isócrona de Padova de metalicidade solar (Girardi et al. 2002), sobreposta ao CMD descontaminado, o que nos permitiu derivar a idade, avermelhamento e distância ao Sol (Tab. 3.4). No caso dos aglomerados jovens com PMS (Fig. 3.4), o ajuste de isócronas de Siess et al. (2000) foi fundamental na determinação de tais parâmetros. Para esses objetos também fez parte da nossa análise o diagrama cor-cor (Fig. 3.6). Inferimos valores da distância Galactocêntrica do aglomerado, nos baseando em dois possíveis valores da distância do Sol ao centro da Galáxia:  $R_\odot = 7.2$  kpc (Bica et al. 2006) e  $R_\odot = 8.0$

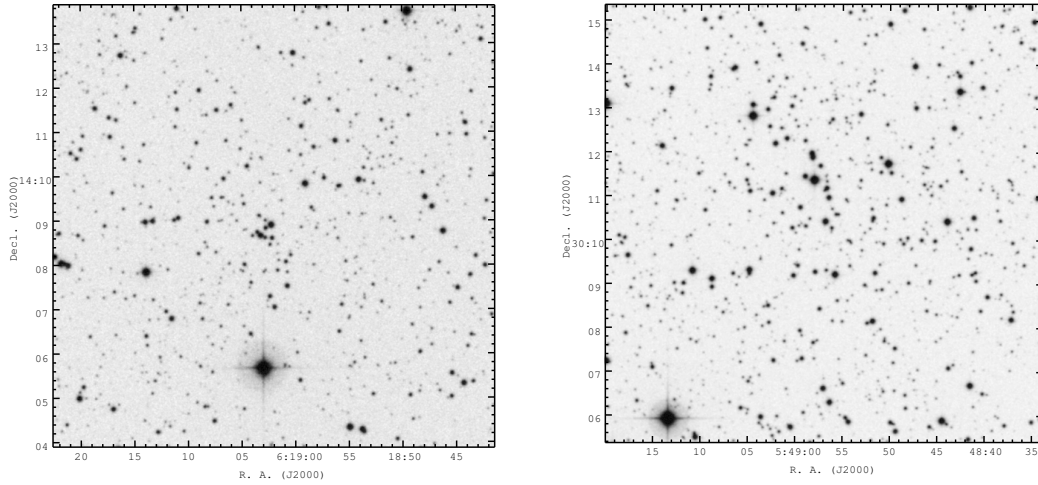


Figura 3.1: Imagem DSSII na banda R ( $10' \times 10'$ ) centrada nas coordenadas otimizadas de FSR 953 e Cz 22, respectivamente.

kpc (Reid 1993). A estrutura de cada objeto foi analisada através do perfil de densidade radial (RDP), construído após a aplicação do filtro cor-magnitude à fotometria 2MASS (Figs. 3.7 e 3.8). Na Tab. 3.1 apresentamos as coordenadas do catálogo FSR, mas na maioria dos casos os RDPs correspondentes apresentaram uma depressão em  $R = 0'$ . Procuramos por novas coordenadas que maximizem a densidade de estrelas na região central (Tab. 3.4).

Classificamos os objetos da nossa amostra de acordo com o resultado da análise em OCs confirmados, casos incertos e prováveis flutuações de campo. Nas Figs. 3.9, 3.10 e 3.11 mostramos a distribuição espacial da densidade superficial de estrelas para casos representativos desses três tipos de objetos. Essas figuras mostram a densidade superficial ( $\sigma$ , medida em estrelas por  $\text{arcmin}^2$ ) computada com uma grade de células com dimensões  $3' \times 3'$ . A maior parte da estrutura do aglomerado está contida nas células da região central, especialmente para os OCs confirmados (exemplo FSR 826) e casos incertos (ex. FSR 815). Esses objetos apresentam um excesso de densidade em relação ao campo. Para os objetos classificados como prováveis flutuações de campo (ex. FSR 928), em geral, a fotometria descontaminada não apresenta um pico de densidade único (Fig. 3.11). A distribuição de densidade superficial bastante irregular produzida com a fotometria observada é provavelmente provocada pela contaminação por estrelas do disco. Nos painéis superiores das figuras mostramos a densidade superficial computada com a fotometria observada e descontaminada, respectivamente. Nos painéis inferiores mostramos os mapas de isolinhas para as mesmas regiões dos

painéis superiores. A comparação das densidades superficiais de estrelas da fotometria observada e descontaminada é uma mostra visual da importância do algoritmo de descontaminação para a análise da natureza de aglomerados estelares.

## 3.1 OCs Confirmados

Nesse grupo estão os objetos cujo CMD descontaminado apresenta sequências evolutivas bem definidas, valor do parâmetro  $N_{1\sigma}$  relativamente alto e RDP que ajusta um perfil de King. Foi possível estimar os parâmetros astrofísicos para os objetos desse grupo. Nas Figs. 3.2, 3.3 e 3.4 mostramos os CMDs dos objetos confirmados como OCs e na Fig. 3.7 mostramos os respectivos RDPs. Para os aglomerados jovens também construímos os diagramas cor-cor (Fig. 3.6). Levantamos parâmetros para 7 objetos catalogados pela primeira vez por Froebrich et al. (2007) (FSR 735, FSR 807, FSR 812, FSR 826, FSR 941, FSR 953 e FSR 955) e para 4 objetos já estudados (FSR 852, FSR 904, Cz 22 e NGC 2234). Na Tab. 3.6 mostramos as cores integradas e magnitudes para os objetos confirmados como OCs.

### 3.1.1 FSR 953

Esse objeto tem como coordenadas, no catálogo FSR 953  $\alpha(J2000) = 06^h19^m02^s$  e  $\delta(J2000) = 14^\circ08'53''$  que correspondem, em coordenadas Galácticas, a  $\ell = 196.681^\circ$  e  $b = -0.58^\circ$ .

Na Fig. 3.1 mostramos a imagem DSSII na banda R ( $10' \times 10'$ ) centrada nas coordenadas otimizadas de FSR 953. A imagem mostra que o objeto apresenta uma concentração de estrelas na região central.

Para garantir a estatística necessária para a caracterização das estrelas de campo, extraímos estrelas numa região circular com raio  $R = 30'$ .

A Fig. 3.2 mostra os CMDs  $J \times (J - H)$  e  $J \times (J - K_s)$  construídos com a fotometria 2MASS centrada nas coordenadas do objeto. Nos painéis superiores mostramos os CMDs observados da região central de FSR 953 ( $R = 5'$ ) e nos painéis intermediários os CMDs observados de um anel externo ao objeto e de mesma área que a região central, para caracterizar a contribuição das estrelas de campo. Nos painéis inferiores apresentamos os CMDs descontaminados das estrelas de campo e a isócrona de melhor ajuste. Sobreponemos o filtro cor-magnitude ao CMD  $J \times (J - H)$  descontaminado de estrelas de campo.

Tabela 3.1: Dados gerais sobre os candidatos a OCs do catálogo FSR

Target	$\alpha(2000)$ (h m s)	$\delta(2000)$ ( $^{\circ}$ ' ")	$\ell$ ( $^{\circ}$ )	$b$ ( $^{\circ}$ )	$R_C$ ( $^{\circ}$ )	$R_t$ ( $^{\circ}$ )	$Q$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)
FSR 714	04:42:46	41:55:19	162.024	-2.745	1.32	6.66	2
FSR 717	04:46:06	42:08:03	162.267	-2.138	1.08	53.7	2
FSR 719	04:44:19	41:48:51	162.295	-2.597	1.32	18.12	2
FSR 721	04:46:21	41:57:07	162.436	-2.221	2.82	5.64	3
FSR 723	04:44:57	41:30:45	162.602	-2.703	0.42	4.56	3
FSR 732	05:02:36	42:32:55	163.867	+0.49	1.26	4.98	2
FSR 733	04:45:08	39:46:32	163.945	-3.808	1.98	5.88	3
FSR 735	04:53:57	40:50:03	164.208	-1.84	2.34	7.02	2
FSR 753	05:02:14	36:47:24	168.385	-3.084	0.96	10.38	2
FSR 775	05:25:35	34:57:27	172.641	-0.32	3.18	6.42	3
FSR 778	05:14:20	32:47:43	173.079	-3.474	0.3	1.56	3
FSR 788 <sup>†</sup>	05:41:30	35:48:39	173.688	+2.865	0.78	37.5	3
FSR 795	05:47:29	35:25:56	174.647	+3.707	1.08	54.6	2
FSR 807	05:36:39	31:49:20	176.529	-0.111	2.04	16.56	2
FSR 812	05:38:11	31:44:03	176.777	+0.115	1.26	3.84	2
FSR 815	05:37:42	31:19:27	177.069	-0.19	1.44	4.38	2
FSR 821	05:41:53	29:54:17	178.749	-0.184	4.98	9.96	3
FSR 825 <sup>†</sup>	05:48:57	30:10:24	179.317	+1.261	0.66	33.36	2
FSR 826	05:42:52	28:56:29	179.681	-0.509	0.96	3.90	2
FSR 828	05:52:18	29:54:16	179.919	+1.746	1.38	43.56	2
FSR 852	05:53:35	25:10:52	184.133	-0.408	1.56	6.30	3
FSR 856	06:08:55	26:15:59	184.899	+3.13	0.54	11.04	2
FSR 858	06:09:09	25:40:38	185.441	+2.891	0.9	41.28	2
FSR 881 <sup>†</sup>	05:55:25	20:52:59	188.056	-2.216	0.6	31.02	3
FSR 883	06:04:20	22:00:52	188.106	+0.147	1.62	81.42	2
FSR 891	06:17:29	22:25:38	189.209	3.011	0.72	5.76	2
FSR 900	06:06:30	19:13:59	190.78	-0.771	0.3	1.50	3
FSR 902	06:18:19	20:31:42	190.978	+2.288	0.6	31.5	3
FSR 903	06:07:34	19:06:46	191.007	-0.611	0.66	21.24	2
FSR 904	06:07:00	19:00:43	191.03	-0.777	1.38	57.84	2
FSR 906	06:07:44	18:47:26	191.308	-0.733	2.16	6.42	3
FSR 909	06:15:46	19:00:49	192.026	+1.039	0.24	1.56	3
FSR 921	06:05:17	16:40:41	192.87	-2.27	1.14	55.5	2
FSR 924	06:10:26	16:50:13	193.329	-1.116	1.38	5.58	3
FSR 928	06:04:20	15:24:50	193.861	-3.09	0.84	40.5	3
FSR 931	06:13:07	15:56:37	194.422	-0.981	0.3	7.14	3
FSR 933	06:05:37	14:32:07	194.781	-3.247	4.32	8.70	3
FSR 936	06:28:31	16:55:36	195.293	+2.737	0.66	33.2	3
FSR 937	06:13:41	14:59:47	195.319	-1.315	0.48	2.94	2
FSR 938 <sup>†</sup>	06:29:20	16:45:27	195.535	+2.835	1.26	3.8	2
FSR 939	06:10:57	14:22:57	195.54	-2.191	0.9	46.0	3
FSR 940	06:14:16	14:48:18	195.554	-1.284	0.7	37.1	2
FSR 941	06:21:51	15:45:59	195.574	+0.782	3.0	9.0	2
FSR 951	06:22:19	14:42:44	196.558	+0.387	0.4	22.4	2
FSR 952	06:10:15	13:00:47	196.661	-2.997	0.8	10.6	3
FSR 953	06:19:02	14:08:53	196.681	-0.58	0.4	8.8	2
FSR 955	06:23:52	14:30:26	196.915	+0.622	0.2	12.5	3
FSR 960	06:09:53	12:20:02	197.215	-3.401	2.3	4.6	3
FSR 962	06:23:50	14:05:10	197.284	+0.419	0.8	23.8	3
FSR 975	06:40:00	13:17:58	199.795	+3.54	2.3	4.5	2

Notas da tabela. Cols. 2 – 3: Coordenadas centrais fornecidas por Froebrich et al. (2007). Cols. 4 – 5: Coordenadas Galácticas correspondentes. Cols. 6 – 7: Raios de core e maré derivados por Froebrich et al. (2007) a partir de ajustes de King. Col. 8: indicador de qualidade (QF) adotada no catálogo FSR. †: tem designação anterior (Tab. 3.2).

Tabela 3.2: Identificações cruzadas dos aglomerados abertos.

Desig#1 (1)	Desig#2 (2)	Desig#3 (3)	Desig#4 (4)	Ref. (5)	Par. (6)
KKC 11	FSR 788	Sh2-235 East1	-	2, 4	-
FSR 795	Koposov 10	-	-	2, 3	3
Czernik 22	Basel 4	FSR 825	OCI - 455	1, 2, 3	-
FSR 828	Koposov 43	-	-	2, 3	3
FSR 852	SAI 56	-	-	2, 5	5
FSR 856	Koposov 53	-	-	2, 3	3
FSR 904	SAI 61	-	-	2, 5	5
Czernik 24	FSR 881	OCI - 472	-	1, 2, 3	3
NGC 2234	FSR 938	-	-	1, 2	-

Notas da tabela. Col. (5) mostra as referências para as identificações cruzadas e a col. (6) as referências para os parâmetros determinados. As referências são: 1 - Alter et al. (1960); 2 - Froebrich et al. (2007); 3 - Koposov et al. (2008); 4 - Kumar et al. (2006); 5 - Glushkova et al. (2010).

Os CMDs descontaminados de FSR 953 mostram uma sequência principal bem definida e um *clump* de gigantes vermelhas. O ajuste da isócrona forneceu, para FSR 953, uma idade de  $500 \pm 150$  Myr, com avermelhamento  $E(J - H) = 0.15 \pm 0.01$  mag ou  $E(B - V) = 0.48 \pm 0.03$  mag e a correção por absorção interestelar  $A_V = 1.49 \pm 0.1$  mag. O módulo de distância absoluto, obtido a partir do deslocamento em magnitude da isócrona, foi de  $(m - M)_0 = 12.50 \pm 0.1$  mag e forneceu uma  $d_\odot = 2.6 \pm 0.2$  kpc. A distância Galactocêntrica obtida foi de  $R_{GC} = 9.8 \pm 0.2$  kpc com  $x(kpc) = -9.72 \pm 0.12$ ,  $y(kpc) = -0.75 \pm 0.04$  e  $z(kpc) = -0.03 \pm 0.00$  ( $R_\odot = 7.2$  kpc) ou  $R_{GC} = 10.5 \pm 0.2$  kpc com  $x(kpc) = -10.50 \pm 0.12$ ,  $y(kpc) = -0.75 \pm 0.04$  e  $z(kpc) = -0.03 \pm 0.01$  ( $R_\odot = 8.0$  kpc).

Os parâmetros estruturais do aglomerado foram derivados a partir do perfil de densidade radial filtrado em cor-magnitude (Fig. 3.7). O filtro cor-magnitude seleciona as regiões do CMD que contêm as sequências evolutivas do aglomerado (seção 2.3), no entanto na Fig. 3.2 o filtro mostrado é apenas ilustrativo, já que ele seleciona estrelas na extração 2MASS que para FSR 953 foi na região circular de  $R = 30'$  centrada nas coordenadas do aglomerado. O painel inferior da Fig. 3.2 mostra apenas a região central que apresenta maior concentração de estrelas. A densidade da região central obtida é de  $\sigma_{0K} = 9.75 \pm 5.7$  *estrelas pc*<sup>-2</sup> e a densidade do campo de comparação  $\sigma_{campo} = 2.03 \pm 0.03$  *estrelas pc*<sup>-2</sup>. O tamanho do núcleo  $R_{core} = 0.77 \pm 0.3$  pc e o raio do aglomerado  $R_{RDP} = 8.3 \pm 1.1$  pc. A escala é de  $1.0' = 0.75$  pc, o que fornece  $R_{core} = 1.03 \pm 0.42'$  e  $R_{RDP} = 11.0 \pm 1.5'$ .

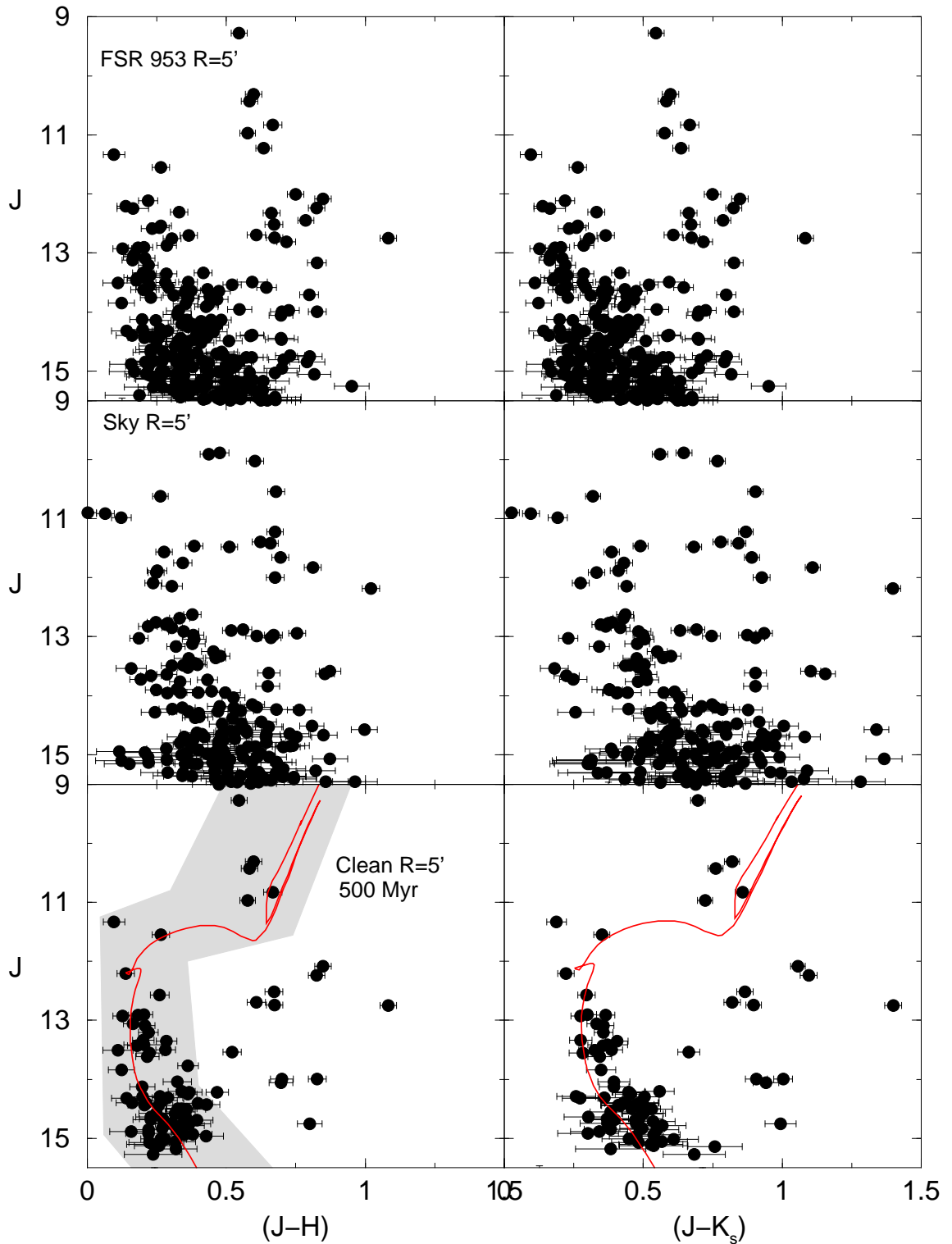


Figura 3.2: CMD 2MASS  $J \times (J - H)$  e  $J \times (J - K_s)$  de FSR 953. Painel superior: CMD observado para a região central ( $R = 5'$ ) do objeto. Painel intermediário: estrelas de campo extraídas de um anel externo da amostra e de mesma área da região central. Painel inferior: CMD descontaminado das estrelas de campo e com o ajuste de uma isócrona de Padova de 500 Myr (linha sólida). O filtro CM é mostrado no CMD  $J \times (J - H)$ .

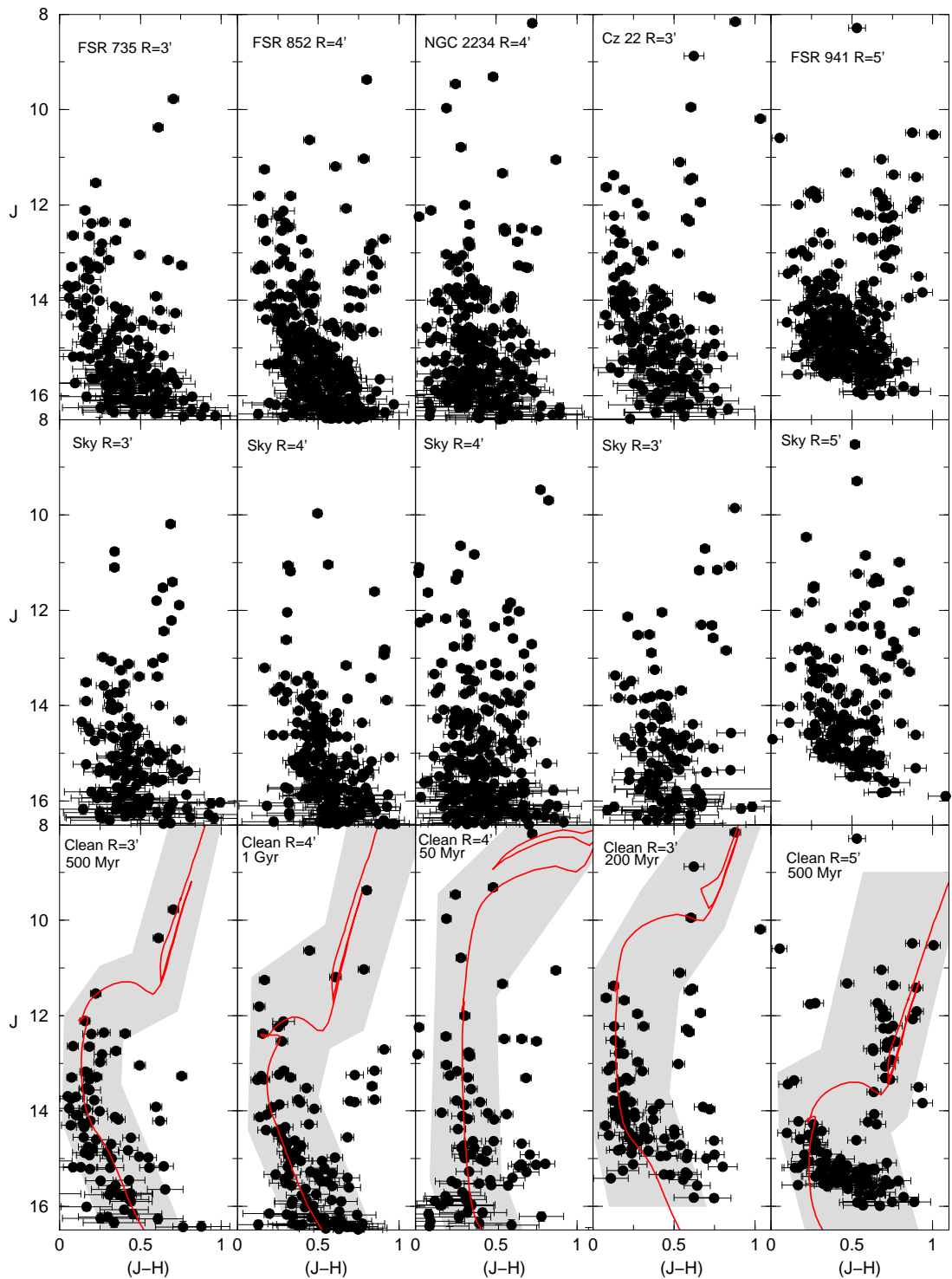


Figura 3.3: Idem à legenda da Fig. 3.2 para os CMDs  $J \times (J - H)$  de FSR 735, FSR 852, NGC 2234, Cz 22 e FSR 941.



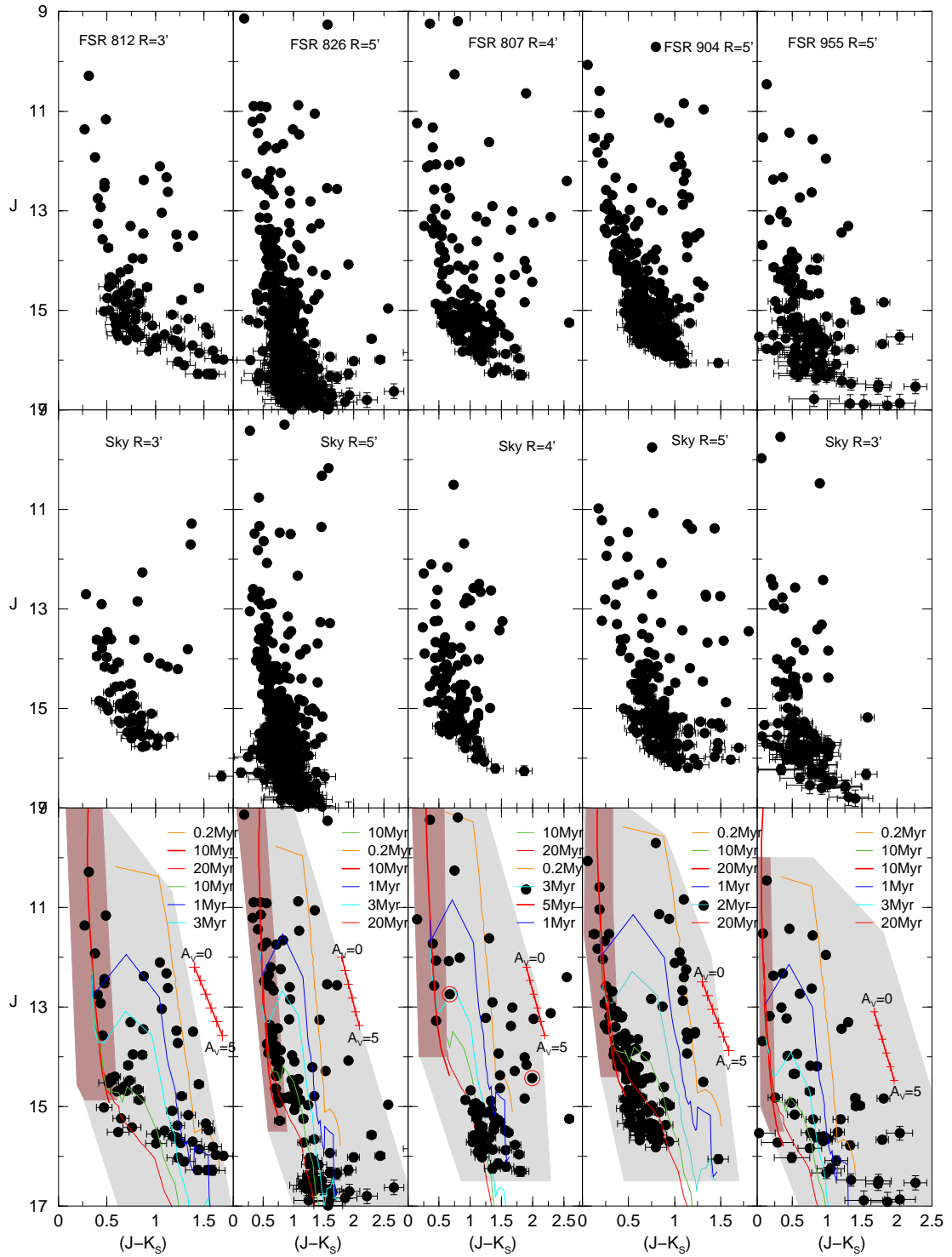


Figura 3.4: Idem à legenda da Fig. 3.2 para FSR 812, FSR 826, FSR 807, FSR 904 e FSR 955.

### 3.1.2 Czernik 22

Nossas coordenadas otimizadas para Cz 22 são:  $\alpha(J2000) = 05^h48^m57^s$  e  $\delta(J2000) = 30^\circ10'24''$  ou, em coordenadas Galácticas,  $\ell = 179.316^\circ$  e  $b = 1.26^\circ$ .

Na Fig 3.1 mostramos a imagem DSSII na banda R ( $10' \times 10'$ ) centrada em nossas coordenadas otimizadas para Cz 22. A imagem apresenta uma concentração de estrelas na região central.

O CMD 2MASS  $J \times (J - H)$  de Cz 22 é mostrado na Fig. 3.3. No painel superior construímos o CMD observado  $J \times (J - H)$ . No painel intermediário fizemos o mesmo para as estrelas de campo projetadas sobre a região central (mesma área). E no painel inferior construímos o CMD descontaminado das estrelas de campo e ajustamos uma isócrona de Padova de 200 Myr e também mostramos o filtro CM, usado para descartar as estrelas de campo que não apresentam cor e magnitude compatíveis com às do objeto.

A isócrona de melhor ajuste nos proporcionou a idade de  $200 \pm 50$  Myr, o avermelhamento  $E(J - H) = 0.2 \pm 0.01$  mag que resulta em  $E(B - V) = 0.64 \pm 0.03$  mag e  $A_V = 1.98 \pm 0.1$  mag, o módulo de distância  $(m - M)_0 = 12.05 \pm 0.1$  mag, a distância ao Sol de  $d_\odot = 2.6 \pm 0.1$  kpc e a distância Galactocêntrica de  $R_{GC} = 9.8 \pm 0.2$  kpc ( $R_\odot = 7.2$  kpc) para  $x(kpc) = -9.79 \pm 0.12$ ,  $y(kpc) = 0.03 \pm 0.01$  e  $z(kpc) = 0.06 \pm 0.01$  ou  $R_{GC} = 10.6 \pm 0.2$  kpc ( $R_\odot = 8.0$  kpc) com coordenadas Galactocêntricas  $x(kpc) = -10.57 \pm 0.12$ ,  $y(kpc) = 0.03 \pm 0.01$  e  $z(kpc) = 0.06 \pm 0.01$ .

A estrutura do aglomerado foi analisada por meio do perfil de densidade radial, construído com a fotometria filtrada em cor-magnitude e mostrado na Fig. 3.7, com o ajuste por um perfil de King. Os parâmetros estruturais estimados são: a densidade da região central do aglomerado  $\sigma_{0K} = 20.8 \pm 4.7$  estrelas  $pc^{-2}$ , a densidade do campo de comparação  $\sigma_{campo} = 3.5 \pm 0.1$  estrelas  $pc^{-2}$ , o  $R_{core} = 0.53 \pm 0.07$  pc e o raio do aglomerado  $R_{RDP} = 4.1 \pm 1.1$  pc. A escala é de  $1' = 0.74$  pc, o  $R_{core} = 0.72 \pm 0.1'$  e o  $R_{RDP} = 5.5 \pm 1.5'$ .

### 3.1.3 FSR 735

Froebrich et al. (2007) fornecem como coordenadas centrais de FSR 735  $\alpha(J2000) = 04^h53^m57^s$  e  $\delta(J2000) = 40^\circ50'03''$  que convertidas para coordenadas Galácticas ficam  $\ell = 164.208^\circ$  e  $b = -1.84^\circ$ . As nossas coordenadas centrais, otimizadas a partir da imagem DSSII do objeto (Fig. 3.1), são  $\alpha(J2000) = 04^h53^m52.9^s$  e  $\delta(J2000) = 40^\circ51'42''$  que corresponde a longitude  $\ell = 164.178^\circ$  e a latitude  $b = -1.833^\circ$ .

A imagem DSSII centrada nas coordenadas otimizadas para FSR 735 mostra uma maior concentração de estrelas na região central do objeto.

Os CMDs  $J \times (J - H)$  construídos com a fotometria 2MASS são mostrados na Fig. 3.3. A isócrona de melhor ajuste nos proporcionou a idade de  $500 \pm 100$  Myr, o avermelhamento  $E(J - H) = 0.16 \pm 0.01$  mag que resulta em  $E(B - V) = 0.51 \pm 0.03$  mag e  $A_V = 1.59 \pm 0.1$  mag, o módulo de distância  $(m - M)_0 = 11.96 \pm 0.1$  mag, a distância ao Sol de  $d_\odot = 2.5 \pm 0.1$  kpc e a distância ao centro galáctico de  $R_{GC} = 9.6 \pm 0.1$  kpc com  $x(kpc) = -9.59 \pm 0.11$ ,  $y(kpc) = 0.67 \pm 0.03$  e  $z(kpc) = -0.08 \pm 0.01$  ( $R_\odot = 7.2$  kpc) ou  $R_{GC} = 10.39 \pm 0.11$  kpc com coordenadas Galactocêntricas  $x(kpc) = -10.37 \pm 0.11$ ,  $y(kpc) = 0.67 \pm 0.03$  e  $z(kpc) = -0.08 \pm 0.01$  ( $R_\odot = 8.0$  kpc).

Os parâmetros estruturais de FSR 735 derivados a partir do perfil de densidade radial filtrado em cor-magnitude (Fig. 3.7) são, a densidade da região central  $\sigma_{0K} = 19.2 \pm 3.2$  *estrelas pc<sup>-2</sup>* e a densidade do campo de comparação  $\sigma_{campo} = 2.0 \pm 0.06$  *estrelas pc<sup>-2</sup>*. Temos um  $R_{core} = 0.53 \pm 0.06$  pc e o raio RDP  $R_{RDP} = 6.1 \pm 0.7$  pc. A escala é de  $1' = 0.71$  pc, o  $R_{core} = 0.75 \pm 0.09'$  e o  $R_{RDP} = 8.5 \pm 1.0'$ .

### 3.1.4 FSR 807

De acordo com Froebrich et al. (2007), as coordenadas centrais de FSR 807 são: a ascensão reta  $\alpha(J2000) = 05^h36^m39^s$  e a declinação  $\delta(J2000) = 31^\circ49'20''$  ou, em coordenadas Galácticas, longitude  $\ell = 176.529^\circ$  e latitude  $b = -0.111^\circ$ . No entanto, o RDP correspondente apresenta uma depressão para  $R = 0'$ . Procuramos por novas coordenadas que maximizem a densidade de estrelas na região central. As nossas coordenadas otimizadas são:  $\alpha(J2000) = 05^h36^m34.2^s$  e  $\delta(J2000) = 31^\circ51'20''$  que, em coordenadas Galácticas correspondem a  $\ell = 176.490^\circ$  e  $b = -0.109^\circ$ .

Os parâmetros fundamentais derivados a partir do CMD (Fig. 3.4) descontaminado das estrelas de campo com o ajuste de uma isócrona de Padova de 5 Myr para a MS e isócronas de Siess et al. (2000) de 0.2-10 Myr para as estrelas de PMS. Obtivemos os seguintes resultados: a idade de  $5.0 \pm 3.0$  Myr, avermelhamento  $E(J - H) = 0.53 \pm 0.01$  mag ou  $E(B - V) = 1.70 \pm 0.03$  mag e  $A_V = 5.26 \pm 0.1$  mag. O módulo de distância resultou  $(m - M)_0 = 12.0 \pm 0.1$  mag e a distância ao Sol  $d_\odot = 1.3 \pm 0.1$  kpc. A distância Galactocêntrica estimada é de  $R_{GC} = 8.5 \pm 0.1$  kpc com  $x(kpc) = -8.50 \pm 0.06$ ,  $y(kpc) = 0.08 \pm 0.01$  e  $z(kpc) = 0.00 \pm 0.01$  para  $R_\odot = 7.2$

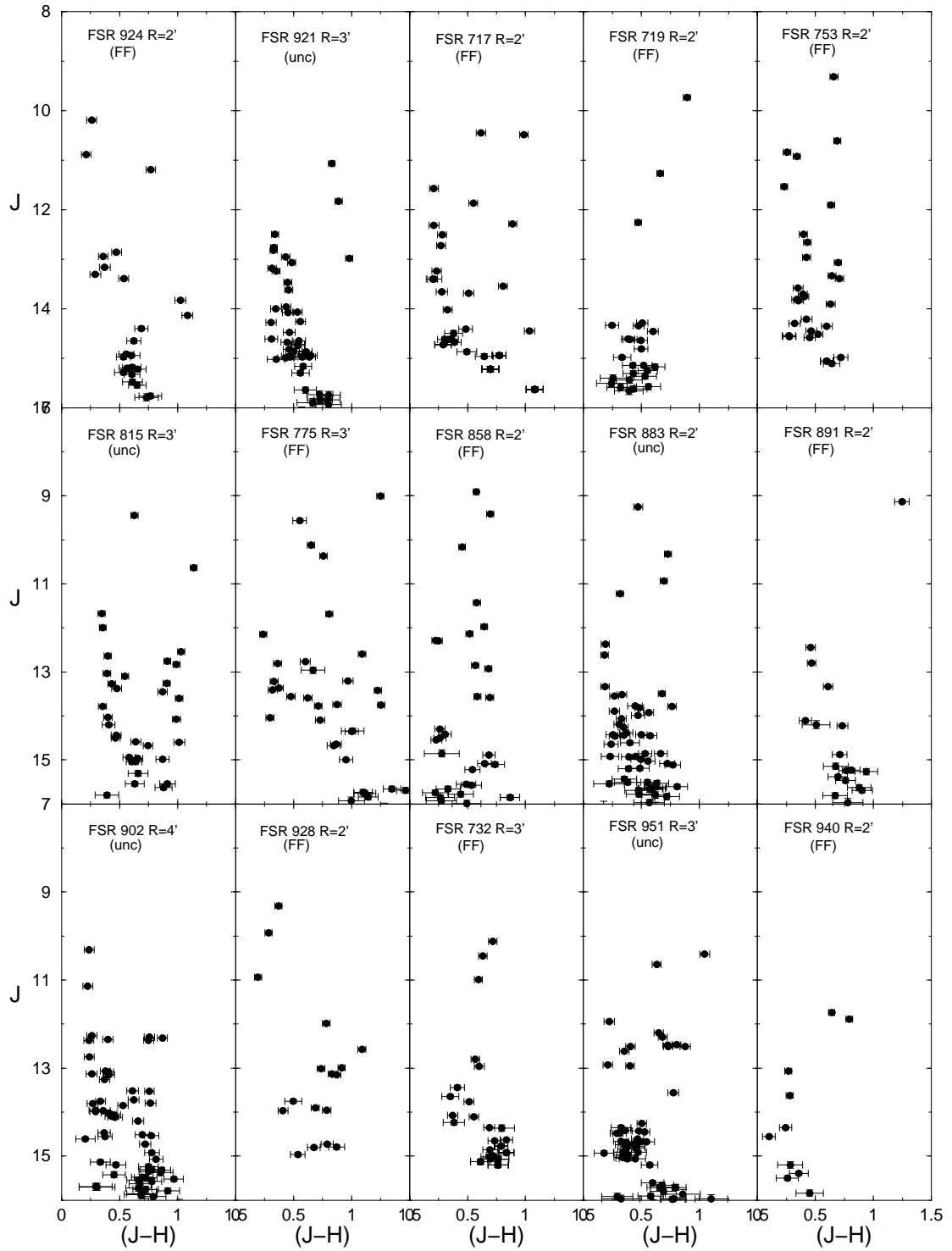


Figura 3.5: CMD 2MASS  $J \times (J - H)$  para uma amostra representativa dos casos incertos (unc) e prováveis flutuações de campo (FF).

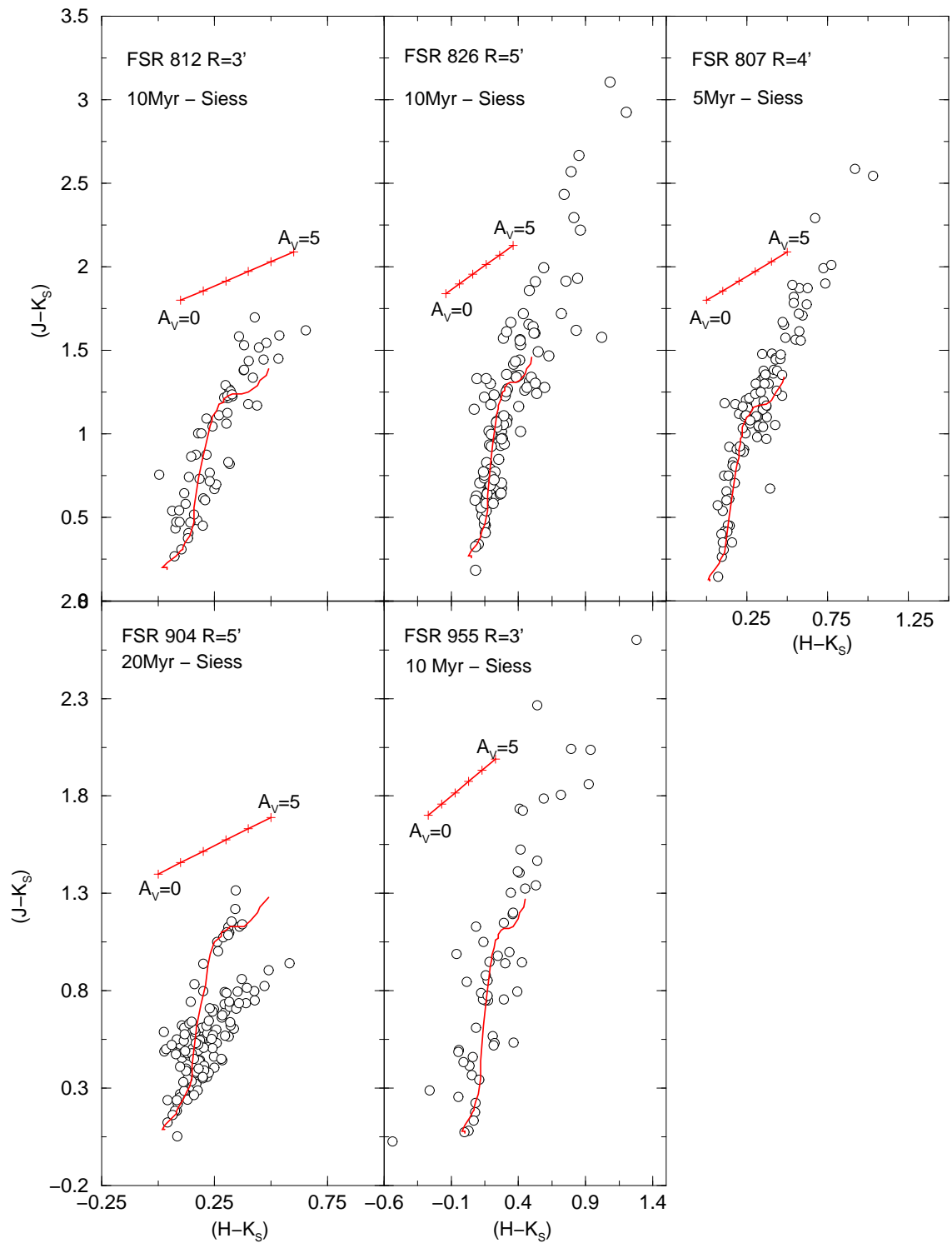


Figura 3.6: Diagramas cor-cor construídos com a fotometria descontaminada para os aglomerados jovens da nossa amostra, FSR 812, FSR 826, FSR 807, FSR 904 e FSR 955. Isócronas de Siess et al. (2000) e o vetor avermelhamento foram usados para caracterizar a distribuição das estrelas de PMS.

Tabela 3.3: Estatísticas da descontaminação por estrelas de campo.

Target	$(R_{max})$ (')	$N_{obs}$ (stars)	$N_{cl}$ (stars)	$N_{1\sigma}$	$\sigma_{FS}$ (stars)	$FS_{unif}$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)
OCs confirmados						
Cz 22	3	177 ± 13	93 ± 3	6.5	11.7	0.09
FSR 735	3	175 ± 13	84 ± 3	6.1	3.0	0.02
FSR 807	4	150 ± 12	93 ± 3	7.1	4.8	0.04
FSR 812	3	92 ± 10	56 ± 2	5.7	2.2	0.03
FSR 826	5	423 ± 21	98 ± 33	4.8	8.7	0.02
FSR 852	4	359 ± 19	122 ± 4	6.3	10.5	0.04
FSR 904	5	196 ± 14	104 ± 4	7.1	6.5	0.05
FSR 941	3	99 ± 10	58 ± 2	5.8	3.8	0.07
FSR 953	5	387 ± 20	92 ± 4	3.9	24.4	0.07
FSR 955	3	141 ± 12	57 ± 2	4.3	6.8	0.06
NGC 2234	4	250 ± 16	84 ± 4	5.0	18.2	0.08
Casos incertos						
FSR 815	2	45 ± 7	32 ± 1	4.7	1.8	0.06
FSR 883	3	196 ± 14	62 ± 4	4.1	7.3	0.05
FSR 902	2	97 ± 10	42 ± 2	4.3	2.9	0.05
FSR 921	3	90 ± 9	44 ± 2	4.5	4.4	0.08
FSR 951	2	105 ± 10	50 ± 2	4.8	7.9	0.13
Prováveis flutuações de campo						
FSR 714	3	126 ± 11	34 ± 3	1.9	16.5	0.14
FSR 717	2	35 ± 6	24 ± 1	4.0	1.7	0.09
FSR 719	2	62 ± 8	22 ± 1	2.7	6.9	0.15
FSR 721	3	88 ± 9	37 ± 2	3.8	8.6	0.15
FSR 723	2	74 ± 9	33 ± 1	3.7	2.6	0.05
FSR 732	3	90 ± 9	37 ± 3	3.7	19.6	0.30
FSR 733	3	119 ± 11	35 ± 2	3.0	3.0	0.03
FSR 753	3	58 ± 8	27 ± 1	3.4	3.4	0.09
FSR 775	5	362 ± 19	81 ± 4	2.0	42.6	0.28
FSR 778	2	40 ± 9	29 ± 1	3.9	2.8	0.13
FSR 821	5	391 ± 20	81 ± 5	3.6	44.5	0.12
FSR 858	3	192 ± 14	53 ± 2	1.0	12.5	0.07
FSR 891	3	156 ± 12	54 ± 3	3.5	4.2	0.03
FSR 900	3	171 ± 13	50 ± 3	3.6	9.1	0.07
FSR 903	2	87 ± 9	35 ± 2	3.7	2.7	0.05
FSR 906	2	87 ± 9	36 ± 2	3.7	6.5	0.11
FSR 909	2	82 ± 9	38 ± 2	3.3	7.1	0.12
FSR 924	2	83 ± 9	36 ± 2	3.9	3.4	0.06
FSR 928	2	43 ± 7	10 ± 1	0.6	1.5	0.03
FSR 931	3	154 ± 12	50 ± 3	3.8	9.1	0.08
FSR 933	3	130 ± 11	35 ± 3	2.8	6.2	0.06
FSR 936	2	74 ± 9	29 ± 2	3.3	2.1	0.04
FSR 937	3	154 ± 12	46 ± 3	3.2	5.5	0.04
FSR 939	2	82 ± 9	36 ± 2	4.0	2.9	0.05
FSR 940	3	123 ± 11	18 ± 2	0.9	4.9	0.10
FSR 952	2	50 ± 7	28 ± 1	3.9	1.9	0.07
FSR 960	3	156 ± 12	52 ± 3	4.0	6.5	0.05
FSR 962	3	138 ± 12	30 ± 3	1.5	18.4	0.14
FSR 975	3	154 ± 12	46 ± 3	3.6	8.0	0.07

Notas da tabela. Estatística do intervalo de magnitude abrangido pelos respectivos CMDs. CMDs extraídos de  $0 \lesssim R' \lesssim R_{max}$ .

kpc e  $R_{GC} = 9.3 \pm 0.1$  kpc com coordenadas Galactocêntricas  $x(kpc) = -9.28 \pm 0.06$ ,  $y(kpc) = 0.08 \pm 0.01$  e  $z(kpc) = 0.00 \pm 0.01$  para  $R_{\odot} = 8.0$  kpc.

Os dois círculos entorno das estrelas no CMD descontaminado de FSR 807 são fontes com emissão  $H_{\alpha}$ . Essas fontes estão associadas a diversos eventos nos aglomerados estelares, tais como, ventos estelares, estrelas T Tauri, objetos Herbig-Haro, nebulosas planetárias e regiões H II. Witham et al. (2005) apresentaram o INT/WFC *Photometric  $H_{\alpha}$  Survey of the Northern Galactic Plane* (IPHAS). Esse catálogo contém posição e fotometria para 4853 fontes com excesso  $H_{\alpha}$  (ver também, Drew et al. 2005). Além das duas fontes com excesso  $H_{\alpha}$  internas ao raio do aglomerado ( $J053635.21 + 31503.0$  a  $1.3'$  do centro do aglomerado e  $J053631.98 + 314939.6$  a  $1.7'$ ) são encontradas outras três no campo vizinho ( $J053641.46 + 314627.8$  a  $5.1'$ ,  $J053619.82 + 314356.2$  a  $8.0'$  e  $J053619.58 + 314353.6$  a  $8.06'$ ). Todos os objetos também estão presentes no catálogo de Kohoutek & Wehmeyer (2003).

Os parâmetros estruturais de FSR 807 derivados a partir do ajuste de um perfil de King no RDP (Fig. 3.7) são: densidade central  $\sigma_{0K} = 68.2 \pm 10.8$  *estrelas pc<sup>-2</sup>*, densidade do campo  $\sigma_{campo} = 15.5 \pm 0.3$  *estrelas pc<sup>-2</sup>*, o  $R_{core} = 0.15 \pm 0.01$  pc que corresponde ao raio da região central, e o raio RDP  $R_{RDP} = 1.48 \pm 0.4$  pc que corresponde à distância do centro do aglomerado até a região onde o ajuste e o campo são estatisticamente indistinguíveis. A escala é de  $1' = 0.37$  pc, o  $R_{core} = 0.41 \pm 0.04'$  e o  $R_{RDP} = 4.0 \pm 0.5'$ .

### 3.1.5 FSR 812

O aglomerado aberto FSR 812 tem como coordenadas no catálogo FSR  $\alpha(J2000) = 05^h38^m11^s$  e  $\delta(J2000) = 31^{\circ}44'03''$  ou  $\ell = 176.777^{\circ}$  e  $b = +0.115^{\circ}$ . As nossas novas coordenadas são  $\alpha(J2000) = 05^h38^m13.5^s$  e  $\delta(J2000) = 31^{\circ}44'00''$  ou  $\ell = 176.782^{\circ}$  e  $b = +0.121^{\circ}$ .

A região de extração de fotometria 2MASS tem uma área circular de raio  $R = 20'$  centrada nas coordenadas otimizadas do objeto.

Derivamos os parâmetros fundamentais através do ajuste de uma isócrona de 10 Myr à MS no CMD descontaminado das estrelas de campo e de isócronas PMS com idades no intervalo 0.2-20 Myr. Obtivemos um avermelhamento  $E(J - H) = 0.25 \pm 0.01$  mag ou  $E(B - V) = 0.80 \pm 0.03$  mag e  $A_V = 2.48 \pm 0.1$  mag. O módulo de distância absoluto obtido através do ajuste é  $(m - M)_0 = 13.30 \pm 0.1$  mag o que resultou numa distância  $d_{\odot} = 3.3 \pm 0.2$  kpc e a  $R_{GC} = 10.5 \pm 0.2$  kpc com

$x(kpc) = -10.54 \pm 0.16$ ,  $y(kpc) = 0.19 \pm 0.01$  e  $z(kpc) = 0.01 \pm 0.01$  para  $R_{\odot} = 7.2$  kpc ou  $R_{GC} = 11.32 \pm 0.2$  kpc com  $x(kpc) = -11.32 \pm 0.16$ ,  $y(kpc) = 0.19 \pm 0.01$  e  $z(kpc) = 0.01 \pm 0.00$  para  $R_{\odot} = 8.0$  kpc.

FSR 812, a exemplo de FSR 807, apresenta uma fonte com excesso  $H_{\alpha}$  localizada a  $4.5'$  do centro do aglomerado ( $J053817.88 + 313934.8$ ).

Para os parâmetros estruturais a solução de melhor ajuste é mostrada na Fig. 3.7. O ajuste de um perfil de King nos permitiu derivar a densidade de estrelas projetada sobre a região central  $\sigma_{0K} = 9.9 \pm 3.9$  *estrelas pc<sup>-2</sup>*, a densidade do campo  $\sigma_{campo} = 5.2 \pm 0.10$  *estrelas pc<sup>-2</sup>* e o  $R_{core} = 0.7 \pm 0.08$  pc. O raio estimado para o OC é  $R_{RDP} = 3.8 \pm 1.0$  pc. A escala é  $1' = 0.96$  pc, o  $R_{core} = 0.72 \pm 0.2'$  e o  $R_{RDP} = 4.0 \pm 1.0'$ .

### 3.1.6 FSR 826

O catálogo FSR fornece para FSR 826 as coordenadas  $\alpha(J2000) = 05^h42^m52^s$  e  $\delta(J2000) = 28^{\circ}56'29''$  ou  $\ell = 179.681^{\circ}$  e  $b = -0.509^{\circ}$ . As coordenadas centrais otimizadas para FSR 826 são  $\alpha(J2000) = 05^h42^m52.4^s$  e  $\delta(J2000) = 28^{\circ}56'28.7''$ , convertidas para coordenadas Galácticas resultam em  $\ell = 179.681^{\circ}$  e  $b = -0.508^{\circ}$ .

A extração de fotometria 2MASS ocorreu em uma área circular com raio  $R = 40'$  centrada nas coordenadas otimizadas do objeto. A Fig. 3.9 mostra a densidade superficial de estrelas para FSR 826 que apresenta um pico de densidade na região central.

Os parâmetros fundamentais foram obtidos a partir do ajuste de uma isócrona de Pádova de 10 Myr para as estrelas da MS e de isócronas de PMS no intervalo de 0.2-20 Myr. A combinação dos ajustes forneceu a idade de  $10.0 \pm 5.0$  Myr, o excesso em cor  $E(J - H) = 0.34 \pm 0.01$  mag, o que corresponde a  $E(B - V) = 1.09 \pm 0.03$  mag, a correção por absorção interestelar  $A_V = 3.37 \pm 0.1$  mag e o módulo de distância  $(m - M)_0 = 12.5 \pm 0.1$  mag. A distância ao Sol derivada para FSR 826 é de  $d_{\odot} = 2.05 \pm 0.1$  kpc e a distância Galactocêntrica de  $R_{GC} = 9.3 \pm 0.1$  kpc com  $x(kpc) = -9.27 \pm 0.1$ ,  $y(kpc) = 0.01 \pm 0.01$  e  $z(kpc) = -0.02 \pm 0.01$  ( $R_{\odot} = 7.2$  kpc) ou  $R_{GC} = 10.0 \pm 0.1$  kpc com coordenadas Galactocêntricas  $x(kpc) = -10.05 \pm 0.1$ ,  $y(kpc) = 0.01 \pm 0.01$  e  $z(kpc) = -0.02 \pm 0.01$  ( $R_{\odot} = 8.0$  kpc).

Mostramos, na Fig. 3.7, o perfil de densidade radial de FSR 826 construído através da fotometria 2MASS de uma área circular de  $R = 40'$ . Os parâmetros derivados são o  $R_{core} = 0.35 \pm 0.06$  pc, a densidade de estrelas projetada sobre a região



central  $\sigma_{0K} = 35.8 \pm 8.6$  *estrelas pc<sup>-2</sup>* e a densidade do campo  $\sigma_{campo} = 12.9 \pm 0.12$  *estrelas pc<sup>-2</sup>*. O raio estimado para o aglomerado é de  $R_{RDP} = 3.0 \pm 0.9$  pc. A escala é de  $1' = 0.59$  pc, o  $R_{core} = 0.59 \pm 0.1'$  e o  $R_{RDP} = 5.0 \pm 1.5'$ .

### 3.1.7 FSR 852

O aglomerado aberto FSR 852 tem como coordenadas FSR  $\alpha(J2000) = 05^h53^m35^s$  e  $\delta(J2000) = 25^\circ10'52''$  ou  $\ell = 184.133^\circ$  e  $b = -0.408^\circ$ . Não foi necessário recentragem para esse objeto.

A extração de fotometria 2MASS ocorreu em uma área circular com raio  $R = 30'$  centrada nas coordenadas otimizadas do objeto.

Derivamos os parâmetros fundamentais através do ajuste de uma isócrona de 1 Gyr no CMD descontaminado das estrelas de campo. O avermelhamento obtido foi de  $E(J-H) = 0.10 \pm 0.01$  mag ou  $E(B-V) = 0.32 \pm 0.03$  mag e  $A_V = 0.99 \pm 0.1$  mag. O módulo de distância absoluto obtido através do ajuste é  $(m-M)_0 = 12.0 \pm 0.1$  mag o que resultou numa distância  $d_\odot = 2.2 \pm 0.1$  kpc e a  $R_{GC} = 9.4 \pm 0.1$  kpc com  $x(kpc) = -9.43 \pm 0.11$ ,  $y(kpc) = -0.16 \pm 0.01$  e  $z(kpc) = -0.02 \pm 0.00$  para  $R_\odot = 7.2$  kpc ou  $R_{GC} = 10.2 \pm 0.1$  kpc com  $x(kpc) = -10.21 \pm 0.11$ ,  $y(kpc) = -0.16 \pm 0.01$  e  $z(kpc) = -0.02 \pm 0.00$  para  $R_\odot = 8.0$  kpc.

Os parâmetros estruturais derivados através do RDP e do ajuste de um perfil de King são: a densidade central  $\sigma_{0K} = 42.5 \pm 18.7$  *estrelas pc<sup>-2</sup>*, a densidade do campo de comparação  $\sigma_{campo} = 11.33 \pm 0.1$  *estrelas pc<sup>-2</sup>*, o  $R_{core} = 0.6 \pm 0.2$  pc e o raio do aglomerado  $R_{RDP} = 6.4 \pm 0.6$  pc. A escala é  $1' = 0.64$  pc, o  $R_{core} = 1.01 \pm 0.27'$  e o  $R_{RDP} = 10.0 \pm 1.0'$ .

### 3.1.8 FSR 904

De acordo com o catálogo FSR, as coordenadas espaciais de FSR 904 são  $\alpha(J2000) = 06^h07^m00^s$  e  $\delta(J2000) = 19^\circ00'43''$  que convertidas para coordenadas Galácticas ficam  $\ell = 191.03^\circ$  e  $b = -0.777^\circ$ . As nossas coordenadas otimizadas são  $\alpha(J2000) = 06^h07^m09.1^s$  e  $\delta(J2000) = 19^\circ01'08.2''$  que correspondem em coordenadas Galácticas a  $\ell = 191.04^\circ$  e  $b = -0.743^\circ$ .

Os parâmetros fundamentais derivados são: a idade de  $20 \pm 1.0$  Myr, o avermelhamento  $E(J-H) = 0.2 \pm 0.01$  mag ou  $E(B-V) = 0.64 \pm 0.03$  mag,  $A_V = 1.98 \pm 0.1$  mag, o módulo de distância  $(m-M)_0 = 11.75 \pm 0.1$  mag, a distância ao Sol  $d_\odot = 2.24 \pm 0.1$  e a distância Galactocêntrica  $R_{GC} = 9.42 \pm 0.1$  kpc com

Tabela 3.4: Parâmetros fundamentais derivados.

Cluster	$\alpha(2000)$ (h m s)	$\delta(2000)$ ( $^{\circ}$ ' ")	$A_V$ (mag)	Age (Myr)	$d_{\odot}$ (kpc)	$R_{GC}$ (kpc)	$x_{GC}$ (kpc)	$y_{GC}$ (kpc)	$z_{GC}$ (kpc)
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)
OCs confirmados									
Cz 22	05:48:57	30:10:24	$0.64 \pm 0.03$	$200 \pm 50$	$2.6 \pm 0.1$	$9.8 \pm 0.2$	$-9.79 \pm 0.12$	$+0.03 \pm 0.01$	$-0.06 \pm 0.01$
FSR 735	04:53:52.9	40:51:42	$0.51 \pm 0.03$	$500 \pm 100$	$2.5 \pm 0.1$	$9.6 \pm 0.1$	$-9.56 \pm 0.10$	$+0.67 \pm 0.03$	$-0.08 \pm 0.01$
FSR 807	05:36:34.2	31:51:20	$1.70 \pm 0.03$	$5 \pm 3$	$1.3 \pm 0.1$	$8.5 \pm 0.1$	$-8.5 \pm 0.06$	$+0.08 \pm 0.01$	$+0.00 \pm 0.01$
FSR 812	05:38:13.5	31:44:00	$0.8 \pm 0.03$	$10 \pm 5$	$3.3 \pm 0.2$	$10.5 \pm 0.2$	$-11.3 \pm 0.20$	$+0.19 \pm 0.01$	$+0.01 \pm 0.01$
FSR 826	05:42:52.4	28:56:28.7	$1.09 \pm 0.03$	$10 \pm 5$	$2.1 \pm 0.1$	$9.3 \pm 0.1$	$-9.27 \pm 0.01$	$+0.01 \pm 0.01$	$-0.02 \pm 0.01$
FSR 852	05:53:35	25:10:52	$0.32 \pm 0.03$	$1000 \pm 200$	$2.2 \pm 0.1$	$9.4 \pm 0.1$	$-9.43 \pm 0.01$	$-0.16 \pm 0.01$	$-0.02 \pm 0.01$
FSR 904	06:07:09.1	19:01:08.2	$0.64 \pm 0.03$	$20 \pm 10$	$2.2 \pm 0.1$	$9.4 \pm 0.1$	$-9.42 \pm 0.1$	$-0.43 \pm 0.02$	$-0.03 \pm 0.01$
FSR 941	06:21:47.3	15:44:22.7	$0.80 \pm 0.03$	$500 \pm 150$	$5.8 \pm 0.3$	$12.9 \pm 0.3$	$-12.8 \pm 0.3$	$-1.55 \pm 0.07$	$+0.08 \pm 0.01$
FSR 953	† : † : †	† : † : †	$1.49 \pm 0.1$	$500 \pm 150$	$2.6 \pm 0.2$	$9.8 \pm 0.2$	$-9.72 \pm 0.12$	$-0.75 \pm 0.04$	$-0.02 \pm 0.01$
FSR 955	06:23:56	14:30:26	$0.51 \pm 0.03$	$10 \pm 5$	$3.7 \pm 0.2$	$10.8 \pm 0.2$	$-10.8 \pm 0.20$	$-1.09 \pm 0.05$	$+0.04 \pm 0.01$
NGC 2234	06:29:20	16:45:27	$1.25 \pm 0.03$	$50 \pm 20$	$4.8 \pm 0.2$	$11.9 \pm 0.2$	$-11.88 \pm 0.2$	$-1.29 \pm 0.06$	$+0.24 \pm 0.01$
casos incertos									
FSR 815	05:37:42.8	31:18:19							
FSR 883	06:04:26	21:58:54							
FSR 902	06:18:20	20:30:25							
FSR 921	06:05:13.3	16:40:54							
FSR 951	† : † : †	† : † : †							

Notas da tabela. Cols. 2 e 3: Coordenadas centrais otimizadas; (†) indicam mesmas coordenadas centrais de Froebrich et al. (2007). Col. 4: avermelhamento na região central do aglomerado. Col. 5: idade. Col. 6: distância ao Sol. Col. 7:  $R_{GC}$  calculado usando  $R_{\odot} = 7.2$  kpc (Bica et al. 2006) como distância Galactocêntrica do Sol. Cols. 8 - 10: componentes Galactocêntricas.

$x(kpc) = -9.42 \pm 0.10$ ,  $y(kpc) = -0.43 \pm 0.02$  e  $z(kpc) = -0.03 \pm 0.00$  ( $R_{\odot} = 7.2$  kpc) ou  $R_{GC} = 10.2 \pm 0.1$  kpc com  $x(kpc) = -10.20 \pm 0.10$ ,  $y(kpc) = -0.43 \pm 0.02$  e  $z(kpc) = -0.03 \pm 0.01$  ( $R_{\odot} = 8.0$  kpc).

O RDP de FSR 904 é mostrado na Fig. 3.7. Os parâmetros astrofísicos estruturais derivados para o objeto são: a densidade central  $\sigma_{0K} = 6.8 \pm 1.0$  *estrelas pc*<sup>-2</sup>, a densidade do campo de comparação  $\sigma_{campo} = 7.42 \pm 0.08$  *estrelas pc*<sup>-2</sup>, o  $R_{core} = 1.71 \pm 0.27$  pc e um  $R_{RDP} = 11.2 \pm 1.0$  pc. O ajuste apresentou um coeficiente de correlação muito bom, para o reduzido número de estrelas,  $CC = 0.84$ .

### 3.1.9 FSR 955

FSR 955 tem como coordenadas no catálogo FSR,  $\alpha(J2000) = 06^h23^m52^s$  e  $\delta(J2000) = 14^{\circ}30'26''$  ou  $\ell = 196.915^{\circ}$  e  $b = 0.622^{\circ}$ . As nossas coordenadas otimizadas são:  $\alpha(J2000) = 06^h23^m56^s$  e  $\delta(J2000) = 14^{\circ}30'26''$  ou  $\ell = 196.921^{\circ}$  e  $b = 0.622^{\circ}$ .

Extraímos a fotometria 2MASS em uma área circular com raio  $R = 30'$  centrada nas coordenadas otimizadas do objeto.

Os parâmetros fundamentais foram obtidos a partir da isócrona de melhor ajuste, que forneceu a idade de  $10.0 \pm 5.0$  Myr, o excesso em cor  $E(J-H) = 0.16 \pm 0.01$

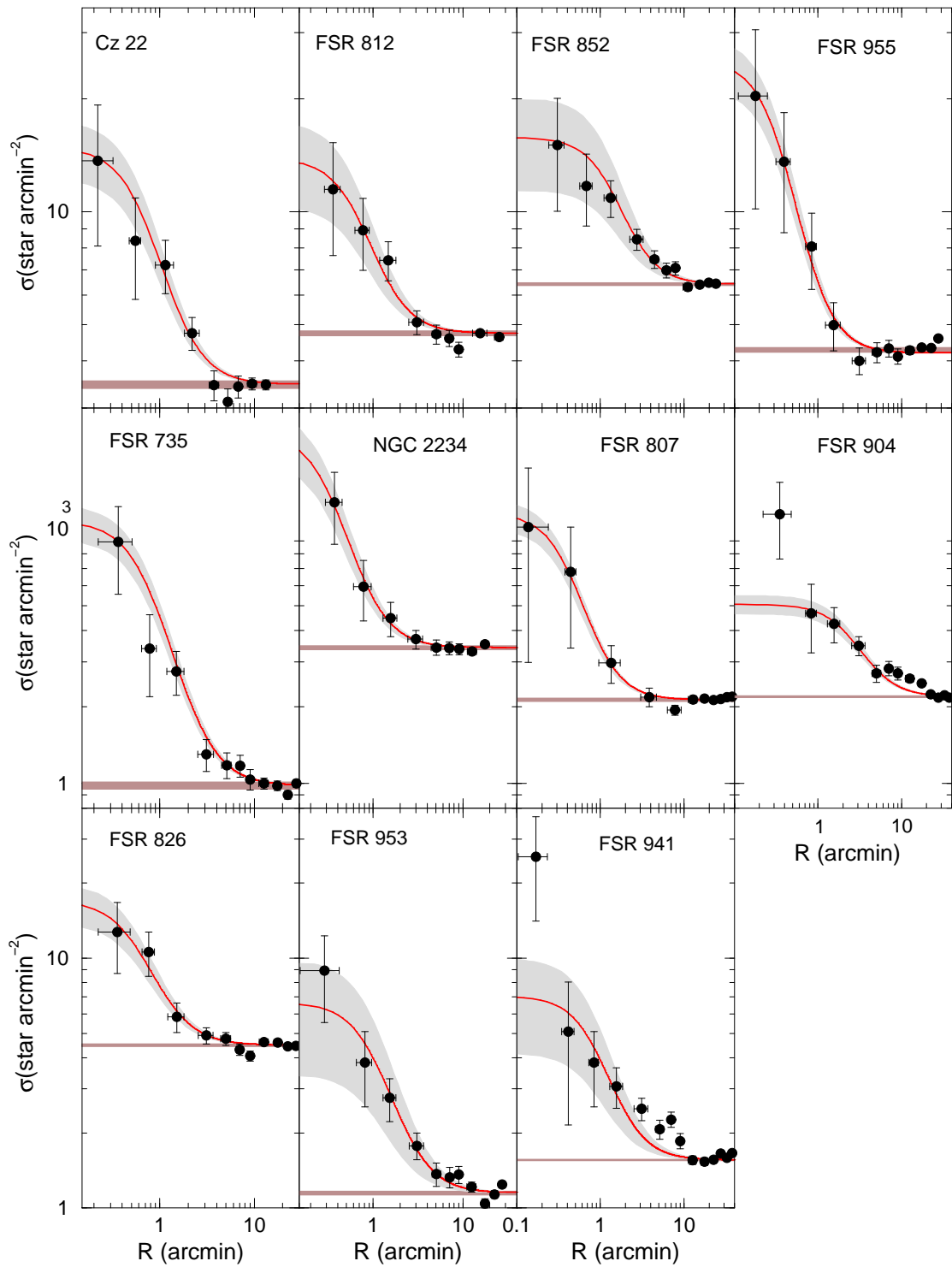


Figura 3.7: RDPs (círculos cheios) construídos com a fotometria filtrada em cor-magnitude. A linha sólida indica o melhor ajuste por um perfil de King e a região hachurada ao seu redor representa a incerteza de  $1\sigma$  no seu ajuste. A região hachurada horizontal mostra o nível de contribuição das estrelas de campo.

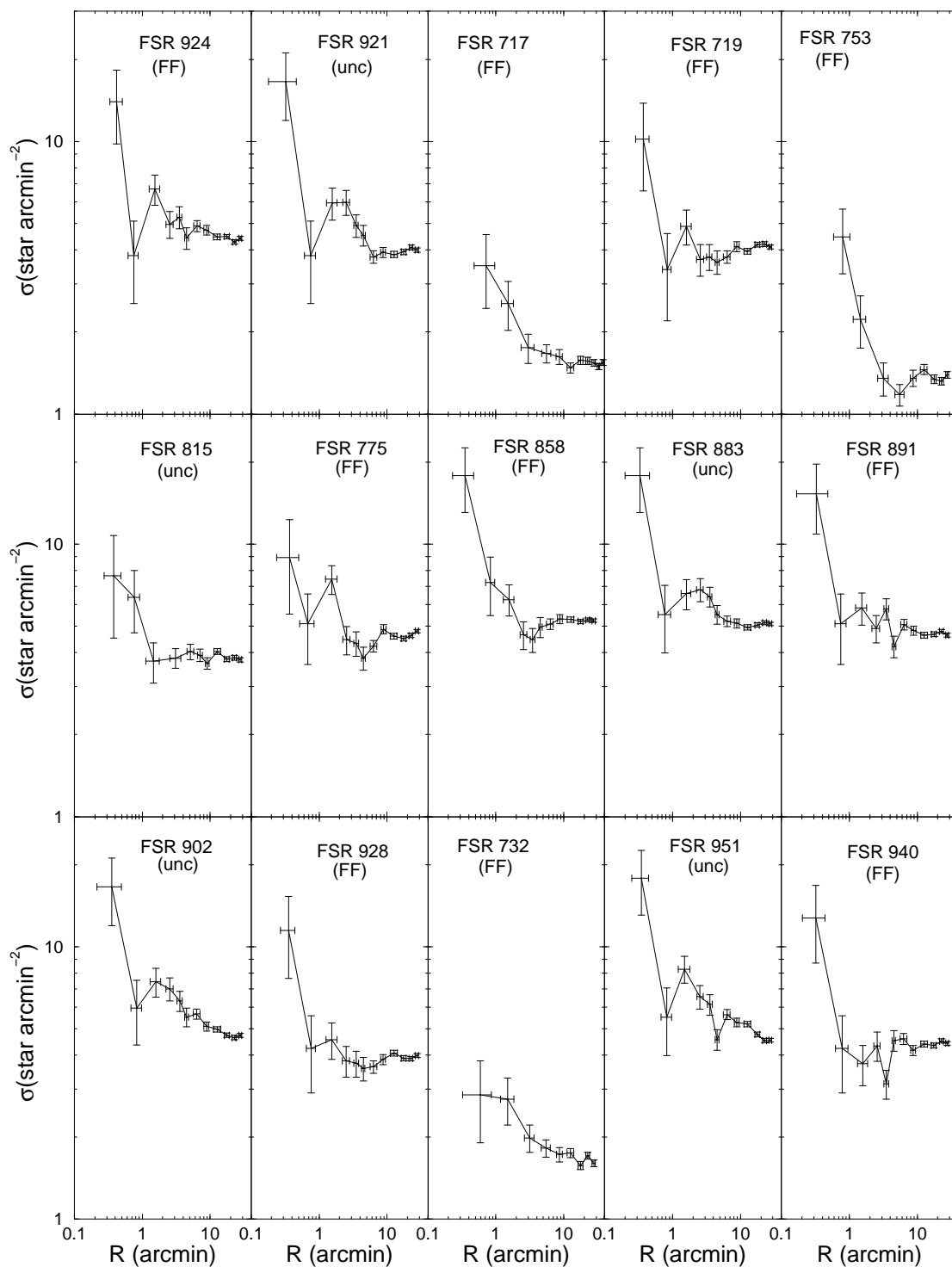


Figura 3.8: RDPs de uma amostra representativa dos casos incertos e prováveis flutuações de campo.

Tabela 3.5: Parâmetros estruturais.

Cluster	(1')	$\sigma_{0K}$	$R_{core}$	$R_{RDP}$	$\sigma_{0K}$	$\sigma_{bg}$	$R_{core}$	$R_{RDP}$	$\Delta R$
	(pc)	(* $pc^{-2}$ )	(pc)	(pc)	(* $^{-2}$ )	(* $^{-2}$ )	( $\circ$ )	( $\circ$ )	( $\circ$ )
(1)	(2)	(3)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)
Cz 22	0.74	$20.8 \pm 4.7$	$0.53 \pm 0.07$	$4.1 \pm 1.1$	$11.42 \pm 2.6$	$1.93 \pm 0.04$	$0.72 \pm 0.1$	$5.5 \pm 1.5$	10 – 20
FSR 735	0.71	$19.2 \pm 3.2$	$0.53 \pm 0.06$	$6.1 \pm 0.7$	$9.79 \pm 1.64$	$0.98 \pm 0.03$	$0.75 \pm 0.09$	$8.5 \pm 1.0$	10 – 30
FSR 807	0.37	$68.2 \pm 10.8$	$0.15 \pm 0.01$	$1.48 \pm 0.4$	$9.41 \pm 1.5$	$2.14 \pm 0.04$	$0.41 \pm 0.04$	$4.0 \pm 0.5$	20 – 40
FSR 812	0.96	$9.9 \pm 3.9$	$0.7 \pm 0.08$	$3.8 \pm 1.0$	$9.14 \pm 3.6$	$4.74 \pm 0.07$	$0.72 \pm 0.2$	$4.0 \pm 1.0$	10 – 20
FSR 826	0.59	$35.8 \pm 8.6$	$0.35 \pm 0.06$	$3.0 \pm 0.9$	$12.5 \pm 3.0$	$4.5 \pm 0.04$	$0.59 \pm 0.1$	$5.0 \pm 1.5$	20 – 40
FSR 852	0.64	$42.5 \pm 18.7$	$0.6 \pm 0.2$	$6.4 \pm 0.6$	$17.42 \pm 7.69$	$4.68 \pm 0.04$	$1.01 \pm 0.27$	$10.0 \pm 1.0$	20 – 30
FSR 904	0.65	$6.8 \pm 1.0$	$1.71 \pm 0.27$	$11.0 \pm 2.0$	$2.88 \pm 0.43$	$2.19 \pm 0.02$	$2.63 \pm 0.41$	$17.0 \pm 3.0$	20 – 40
FSR 941	1.68	$1.9 \pm 1.15$	$1.44 \pm 0.70$	$16.0 \pm 3.4$	$5.50 \pm 3.25$	$1.584 \pm 0.01$	$0.86 \pm 0.42$	$9.5 \pm 3.0$	20 – 40
FSR 953	0.75	$9.75 \pm 5.7$	$0.77 \pm 0.3$	$8.3 \pm 1.1$	$5.51 \pm 3.21$	$1.15 \pm 0.02$	$1.03 \pm 0.42$	$11.0 \pm 1.5$	20 – 30
FSR 955	1.08	$18.0 \pm 3.3$	$0.39 \pm 0.05$	$3.2 \pm 1.1$	$21.0 \pm 3.87$	$4.28 \pm 0.06$	$0.35 \pm 0.05$	$3.0 \pm 1.0$	10 – 30
NGC 2234	1.40	$4.0 \pm 1.8$	$0.78 \pm 0.2$	$5.6 \pm 1.4$	$7.94 \pm 3.5$	$1.73 \pm 0.03$	$0.56 \pm 0.17$	$4.0 \pm 1.0$	20 – 30

Notas da tabela. Col. 2: escala arcmin para parsec. Para minimizar o grau de liberdade no ajuste de um perfil de King no RDP, o  $\sigma_{bg}$  foi mantido fixo (medido no respectivo campo de comparação) enquanto  $\sigma_0$  e  $R_{core}$  foram deixados livres. Col. 11: anel do campo de comparação.

mag, o que corresponde a  $E(B - V) = 0.51 \pm 0.03$  mag, a correção por absorção interestelar  $A_V = 1.59 \pm 0.1$  mag e o módulo de distância  $(m - M)_0 = 13.30 \pm 0.1$  mag. A distância ao Sol derivada para FSR 955 é de  $d_\odot = 3.73 \pm 0.18$  kpc e a distância Galactocêntrica de  $R_{GC} = 10.84 \pm 0.17$  kpc com  $x(kpc) = -10.79 \pm 0.17$ ,  $y(kpc) = -1.09 \pm 0.05$  e  $z(kpc) = 0.04 \pm 0.00$  ( $R_\odot = 7.2$  kpc) ou  $R_{GC} = 11.62 \pm 0.17$  kpc com  $x(kpc) = -11.57 \pm 0.17$ ,  $y(kpc) = -1.09 \pm 0.05$  e  $z(kpc) = 0.04 \pm 0.00$  ( $R_\odot = 8.0$  kpc).

Para os parâmetros estruturais a solução de melhor ajuste é mostrada na Fig. 3.7. A partir do ajuste de um perfil de King derivamos o  $R_{core} = 0.39 \pm 0.05$  pc, a densidade de estrelas projetada sobre a região central  $\sigma_{0K} = 18.0 \pm 3.3$  *estrelas pc<sup>-2</sup>* e a densidade do campo  $\sigma_{campo} = 4.28 \pm 0.06$  *estrelas pc<sup>-2</sup>*. O raio estimado para o aglomerado é de  $R_{RDP} = 3.2 \pm 1.1$  pc. A escala é de  $1' = 1.08$  pc, o  $R_{core} = 0.35 \pm 0.05'$  e o  $R_{RDP} = 3.0 \pm 1.0'$ .

### 3.1.10 FSR 941

As coordenadas fornecidas pelo catálogo FSR para o aglomerado aberto FSR 941 são:  $\alpha(J2000) = 06^h21^m51^s$  e  $\delta(J2000) = 15^\circ45'59''$  ou  $\ell = 195.574^\circ$  e  $b = 0.782^\circ$ . Na recentragem encontramos  $\alpha(J2000) = 06^h21^m47.3^s$  e  $\delta(J2000) = 15^\circ44'22.7''$  ou  $\ell = 195.590^\circ$  e  $b = 0.7547^\circ$ .

Os parâmetros astrofísicos foram derivados através da fotometria 2MASS extraída de uma área circular de  $R = 40'$ .

Os parâmetros fundamentais derivados para FSR 941 a partir do ajuste de uma isócrona de Padova de 500 Myr são os seguintes: o avermelhamento  $E(J - H) = 0.25 \pm 0.01$  mag ou  $E(B - V) = 0.80 \pm 0.03$  mag e  $A_V = 2.48 \pm 0.1$  mag. O módulo de distância é  $(m - M)_0 = 14.5 \pm 0.1$  mag e a distância ao Sol  $d_\odot = 5.78 \pm 0.3$  kpc. A distância Galactocêntrica estimada é de aproximadamente  $R_{GC} = 12.9 \pm 0.3$  kpc com  $x(kpc) = -12.79 \pm 0.27$ ,  $y(kpc) = -1.55 \pm 0.07$  e  $z(kpc) = 0.08 \pm 0.00$  para  $R_\odot = 7.2$  e  $R_{GC} = 13.7 \pm 0.3$  kpc com coordenadas Galácticas  $x(kpc) = -13.57 \pm 0.27$ ,  $y(kpc) = -1.55 \pm 0.07$  e  $z(kpc) = 0.08 \pm 0.01$  para  $R_\odot = 8.0$  kpc.

Os parâmetros estruturais derivados através do RDP e do ajuste de um perfil de King foram: a densidade central  $\sigma_{0K} = 1.9 \pm 1.15$  *estrelas pc<sup>-2</sup>*, a densidade do campo de comparação  $\sigma_{campo} = 0.59 \pm 0.01$  *estrelas pc<sup>-2</sup>*, o  $R_{core} = 1.44 \pm 0.70$  pc e o raio RDP  $R_{RDP} = 16.0 \pm 3.4$  pc. A escala é de  $1' = 1.68$  pc, o  $R_{core} = 0.86 \pm 0.42'$  e o  $R_{RDP} = 9.5 \pm 3.0'$ .

### 3.1.11 NGC 2234

O aglomerado aberto NGC 2234 ou FSR 938 tem como coordenadas no catálogo FSR  $\alpha(J2000) = 06^h29^m20^s$  e  $\delta(J2000) = 16^\circ45'27''$  ou  $\ell = 195.535^\circ$  e  $b = +2.835^\circ$ . As nossas coordenadas centrais otimizadas para NGC 2234 são  $\alpha(J2000) = 06^h29^m20^s$  e  $\delta(J2000) = 16^\circ45'27''$  que convertidos para coordenadas Galácticas resultam em  $\ell = 195.533^\circ$  e  $b = +2.832^\circ$ .

Fizemos a extração de fotometria 2MASS numa região circular de raio  $R = 30'$  centrada nas coordenadas otimizadas para o centro de NGC 2234. A grande área de extração fornece a estatística necessária para a caracterização das estrelas de campo.

Derivamos para NGC 2234 os seguintes parâmetros: a idade de  $50.0 \pm 20.0$  Myr, o avermelhamento  $E(J - H) = 0.39 \pm 0.01$  mag ou  $E(B - V) = 1.25 \pm 0.03$  mag,  $A_V = 3.87 \pm 0.1$  mag, o módulo de distância  $(m - M)_0 = 14.5 \pm 0.1$  mag, a distância ao Sol  $d_\odot = 4.84 \pm 0.23$  e a distância Galactocêntrica  $R_{GC} = 11.95 \pm 0.2$  kpc com  $x(kpc) = -11.88 \pm 0.22$ ,  $y(kpc) = -1.29 \pm 0.06$  e  $z(kpc) = 0.24 \pm 0.01$  ( $R_\odot = 7.2$  kpc) ou  $R_{GC} = 12.72 \pm 0.22$  kpc com  $x(kpc) = -12.66 \pm 0.22$ ,  $y(kpc) = -1.29 \pm 0.06$  e  $z(kpc) = 0.24 \pm 0.01$  ( $R_\odot = 8.0$  kpc).

## 3.2 Possíveis OCs

Os objetos desse grupo geralmente apresentam um CMD descontaminado das estrelas de campo com sequências não tão bem definidas quanto os objetos confirmados como OCs, o que é consistente com o baixo valor do parâmetro  $N_{1\sigma}$  (Tab. 3.3). O RDP irregular dos objetos desse grupo não ajusta-se bem a um perfil de King. Chamamos de possíveis OCs os objetos que ou apresentam um CMD que sugere um aglomerado mas o RDP não, ou o contrário. Sugerimos que sejam analisados com fotometria mais profunda. Os possíveis OCs são: FSR 815, FSR 883, FSR 902, FSR 921 e FSR 951.

### 3.2.1 FSR 815

Esse objeto tem como coordenadas no catálogo FSR,  $\alpha(J2000) = 05^h37^m42^s$  e  $\delta(J2000) = 31^\circ19'27''$  ou  $\ell = 177.069^\circ$  e  $b = -0.19^\circ$ . As nossas coordenadas otimizadas são:  $\alpha(J2000) = 05^h37^m42.8^s$  e  $\delta(J2000) = 31^\circ18'19''$  ou  $\ell = 177.085^\circ$  e  $b = -0.199^\circ$ .

Na Fig. 3.10 mostramos os mapas esquemáticos da densidade superficial de estrelas das isolinhas para esse objeto. A fotometria descontaminada, tanto nos mapas de densidade (Fig. 3.10) quanto no CMD (Fig. 3.5), sugerem que trata-se de um OC. O perfil de densidade (Fig. 3.8) apresenta um pico na região central, comprovando o que podemos ver no CMD descontaminado e nos mapas de densidade, mas não ajustou uma lei de King e, por isso, sugerimos que seja estudado com fotometria mais profunda.

### 3.2.2 FSR 883

O catálogo FSR fornece para o objeto as coordenadas  $\alpha(J2000) = 06^h04^m20^s$  e  $\delta(J2000) = 22^\circ00'52''$  ou  $\ell = 188.106^\circ$  e  $b = 0.147^\circ$ . As coordenadas centrais otimizadas para FSR 883 são  $\alpha(J2000) = 06^h04^m26^s$  e  $\delta(J2000) = 21^\circ58'54''$ , convertidas para coordenadas Galácticas resultam em  $\ell = 188.144^\circ$  e  $b = 0.149^\circ$ .

### 3.2.3 FSR 902

Tem como coordenadas no catálogo FSR,  $\alpha(J2000) = 06^h18^m19^s$  e  $\delta(J2000) = 20^\circ31'42''$  ou  $\ell = 190.978^\circ$  e  $b = 2.288^\circ$ . As nossas coordenadas otimizadas são:  $\alpha(J2000) = 06^h18^m20^s$  e  $\delta(J2000) = 20^\circ30'25''$  ou  $\ell = 190.997^\circ$  e  $b = 2.278^\circ$ .

Tabela 3.6: Cores e magnitudes integradas.

Cluster	Magnitude						Cor	
	Aparente			Absoluta			corrigido por avermelhamendo	
	$J$	$H$	$K_s$	$J$	$H$	$K_s$	$(J - H)$	$(J - K_s)$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)
Cz 22	7.5	6.9	6.7	-5.1	-5.5	-5.6	$0.46 \pm 0.29$	$0.56 \pm 0.19$
FSR 735	8.0	7.4	7.3	-5.3	-5.4	-5.3	$0.17 \pm 0.03$	$0.01 \pm 0.03$
FSR 807	8.7	8.5	8.4	-3.1	-3.1	-3.1	$0.34 \pm 0.04$	$0.50 \pm 0.03$
FSR 812	9.1	8.8	8.7	-4.2	-4.2	-4.2	$0.02 \pm 0.02$	$0.00 \pm 0.02$
FSR 826	9.5	9.0	8.8	-3.0	-3.1	-3.2	$0.15 \pm 0.02$	$0.21 \pm 0.02$
FSR 852	8.1	7.6	7.4	-3.9	-4.3	-4.5	$0.43 \pm 0.04$	$0.61 \pm 0.04$
FSR 904	7.8	7.7	7.4	-4.5	-4.4	-4.6	$0.01 \pm 0.02$	$0.12 \pm 0.02$
FSR 941	10.5	10.2	10.0	-4.0	-4.1	-4.2	$0.05 \pm 0.13$	$0.13 \pm 0.10$
FSR 953	8.6	8.2	8.1	-3.9	-4.1	-4.1	$0.35 \pm 0.03$	$0.46 \pm 0.03$
FSR 955	12.0	11.8	10.8	-1.3	-1.3	-2.2	$0.03 \pm 0.24$	$0.89 \pm 0.17$
NGC 2234	7.2	6.7	6.5	-5.3	-5.6	-5.7	$0.36 \pm 0.11$	$0.44 \pm 0.28$
KKC 11	11.2	10.3	9.4	-1.4	-2.1	-2.8	$0.62 \pm 0.09$	$1.32 \pm 0.08$
FSR 784	12.9	9.7	8.8	-0.02	-2.8	-4.0	$2.82 \pm 0.14$	$3.57 \pm 0.14$
Sh2-235 E2	13.2	11.7	10.6	0.5	-0.6	-1.5	$1.11 \pm 0.33$	$1.99 \pm 0.31$
Sh2-235 Cl.	8.5	8.2	7.9	-4.0	-4.0	-4.0	$-0.05 \pm 0.04$	$0.01 \pm 0.04$
Sh2-233 SE	14.4	12.8	12.1	1.7	0.4	-0.01	$1.28 \pm 0.13$	$1.70 \pm 0.13$

Notas da tabela. Col. 2-4: magnitude aparente. Cols. 5-7: magnitude absoluta. Cols. 8-9: cores  $(J - H)$  e  $(J - K_s)$ .

### 3.2.4 FSR 921

No catálogo FSR, as coordenadas equatoriais de FSR 921 são  $\alpha(J2000) = 06^h05^m17^s$  e  $\delta(J2000) = 16^\circ40'41''$  que convertidas para coordenadas Galácticas ficam  $\ell = 192.87^\circ$  e  $b = -2.27^\circ$ . As coordenadas otimizadas são  $\alpha(J2000) = 06^h05^m13.3^s$  e  $\delta(J2000) = 16^\circ40'54''$  que correspondem em coordenadas Galácticas a  $\ell = 192.858^\circ$  e  $b = -2.284^\circ$ .

Glushkova et al. (2010) consideraram FSR 921 ou SAI 58 como OC e derivaram os seus parâmetros fundamentais. Eles consideraram como coordenadas de FSR 921,  $\alpha(J2000) = 06^h05^m9.4^s$  e  $\delta(J2000) = 16^\circ41'03''$ , o que está de acordo com as que obtivemos para o objeto. Derivaram a idade de 316 Myr, o avermelhamento  $E(B - V) = 1.33$  mag e um módulo de distância absoluto de  $(m - M)_0 = 11.8$  mag o que forneceu a  $d_\odot = 2.3$  kpc. O RDP do objeto não foi construído.

Argumentamos que o perfil de densidade é uma ferramenta muito importante na determinação da natureza de um objeto. Após a fase de ECs um aglomerado estelar geralmente apresenta um RDP com maior densidade na região central do que no campo. Esse critério foi importante para classificarmos FSR 921 como caso incerto.



Tabela 3.7: Massas estimadas para aglomerados com mais de 50 Myr.

Aglomerado	Observado no CMD						Extrapolado	
	$\Delta m_{MS}$ ( $M_{\odot}$ )	$\chi$	$N_{MS}$ (estrelas)	$M_{MS}$ ( $M_{\odot}$ )	$N_{evol}$ (estrelas)	$M_{evol}$ ( $M_{\odot}$ )	$N$ (estrelas)	$M$ ( $M_{\odot}$ )
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)
FSR 735	0.55-2.90	$1.21 \pm 0.11$	$111 \pm 14$	$164 \pm 20$	$5 \pm 1$	$15 \pm 3$	$1200 \pm 889$	$467 \pm 166$
FSR 852	0.65-2.10	$2.59 \pm 0.46$	$132 \pm 19$	$152 \pm 22$	$4 \pm 6$	$8 \pm 12$	$2710 \pm 2190$	$836 \pm 409$
FSR 953	0.85-2.50	$2.41 \pm 0.29$	$108 \pm 14$	$178 \pm 21$	$8 \pm 3$	$16 \pm 6$	$5020 \pm 3850$	$1670 \pm 719$
Cz 22	1.30-3.90	$0.87 \pm 0.20$	$60 \pm 10$	$135 \pm 21$	$5 \pm 3$	$15 \pm 11$	$1790 \pm 1290$	$777 \pm 239$
FSR 941	1.70-2.90	$0.67 \pm 0.12$	$147 \pm 13$	$350 \pm 31$	$40 \pm 15$	$106 \pm 39$	$13800 \pm 10200$	$5480 \pm 1910$
NGC 2234	0.95-6.75	$0.97 \pm 0.10$	$139 \pm 8$	$431 \pm 28$	$4 \pm 2$	$32 \pm 18$	$2640 \pm 1860$	$1360 \pm 344$

Notas da tabela. Col. 2: intervalo de massas da MS. Col. 3: inclinação da função  $\chi$  de massa para a MS, derivada a partir do ajuste de  $\phi(m) \propto m^{-(1+\chi)}$ . Cols. 4-7: conteúdo estelar da MS e estrelas evoluídas. Cols. 8-9: conteúdo estelar extrapolado para  $0.08 M_{\odot}$ .

### 3.2.5 FSR 951

FSR 951 tem como coordenadas no catálogo FSR  $\alpha(J2000) = 06^h22^m19^s$  e  $\delta(J2000) = 14^{\circ}42'44''$  ou  $\ell = 196.558^{\circ}$  e  $b = +0.387^{\circ}$ . Não foi necessária recentragem para esse objeto.

## 3.3 Prováveis Flutuações de Campo

Nesse grupo estão aqueles objetos cujos CMDs descontaminados apresentam um parâmetro  $N_{1\sigma}$  significativamente baixo (Tab. 3.3) e RDPs muito irregulares.

## 3.4 Massas Estimadas

Dadas as limitações fotométricas do 2MASS e a distância dos OCs confirmados (Tab. 3.4), os CMDs nas Figs. 3.2 a 3.4 não contêm todo o espectro de massa esperado, especialmente para os objetos com mais de  $\sim 50$  Myr. Por isso, estimamos a massa estelar através da função de massa (MF) construída para o intervalo de massa das estrelas de MS observadas de acordo com Bica et al. (2006). A MF da MS é, então, ajustada com a função  $\phi(m) \propto m^{-(1+\chi)}$ . Os detalhes dessa abordagem são mostrados na Tab. 3.7, onde também mostramos o número e a massa das estrelas evoluídas. Como não tivemos acesso à baixa MS, assumimos que essas estrelas estão presentes

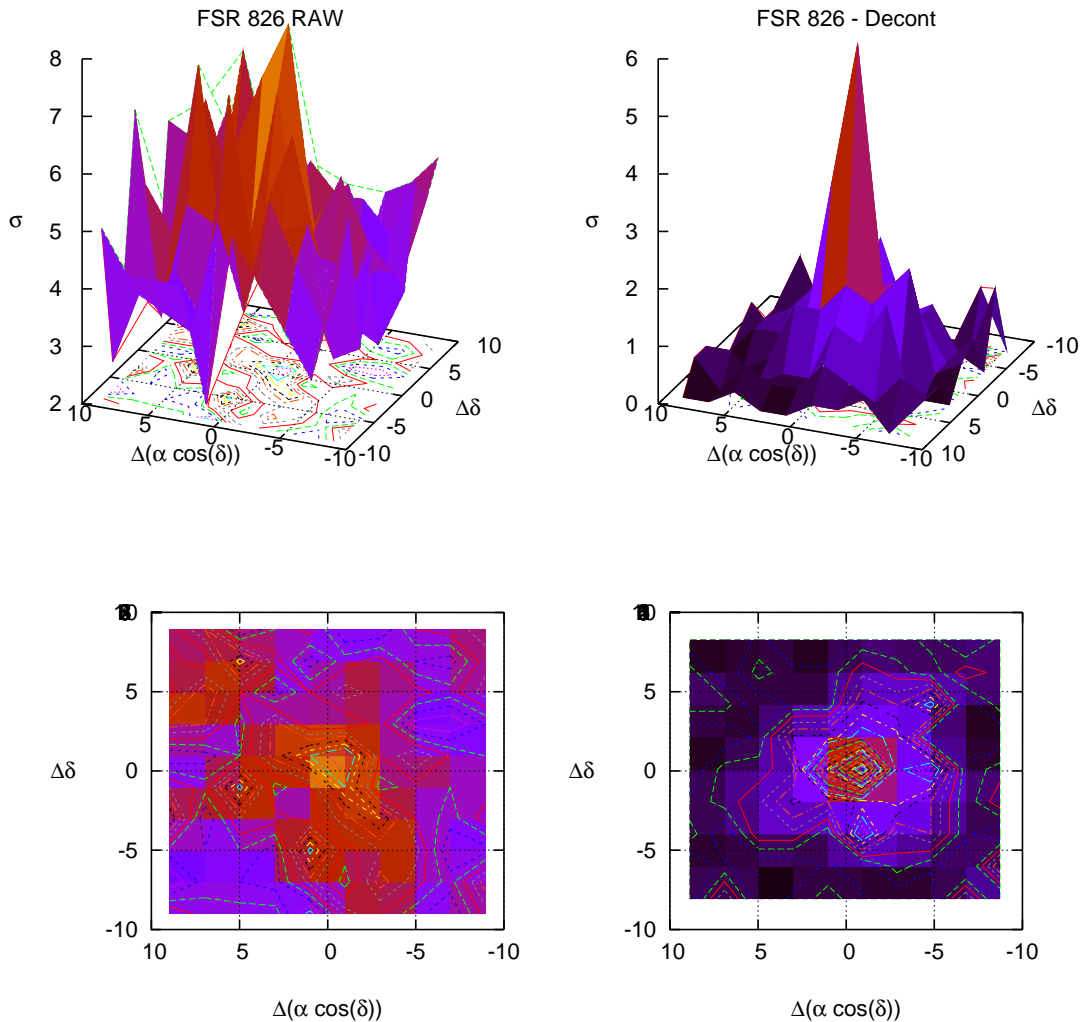


Figura 3.9: Painéis superiores: densidade superficial de estrelas ( $\sigma$ , medida em estrelas  $\text{arcmin}^{-2}$ ), para a sobredensidade confirmada como OCs FSR 826, computada com a fotometria observada (RAW) e descontaminada (Decont), respectivamente. Painéis inferiores: mapas de isolinhas de densidade superficial de estrelas para as mesmas regiões dos painéis inferiores. As superfícies foram construídas com uma malha de  $3' \times 3'$ .

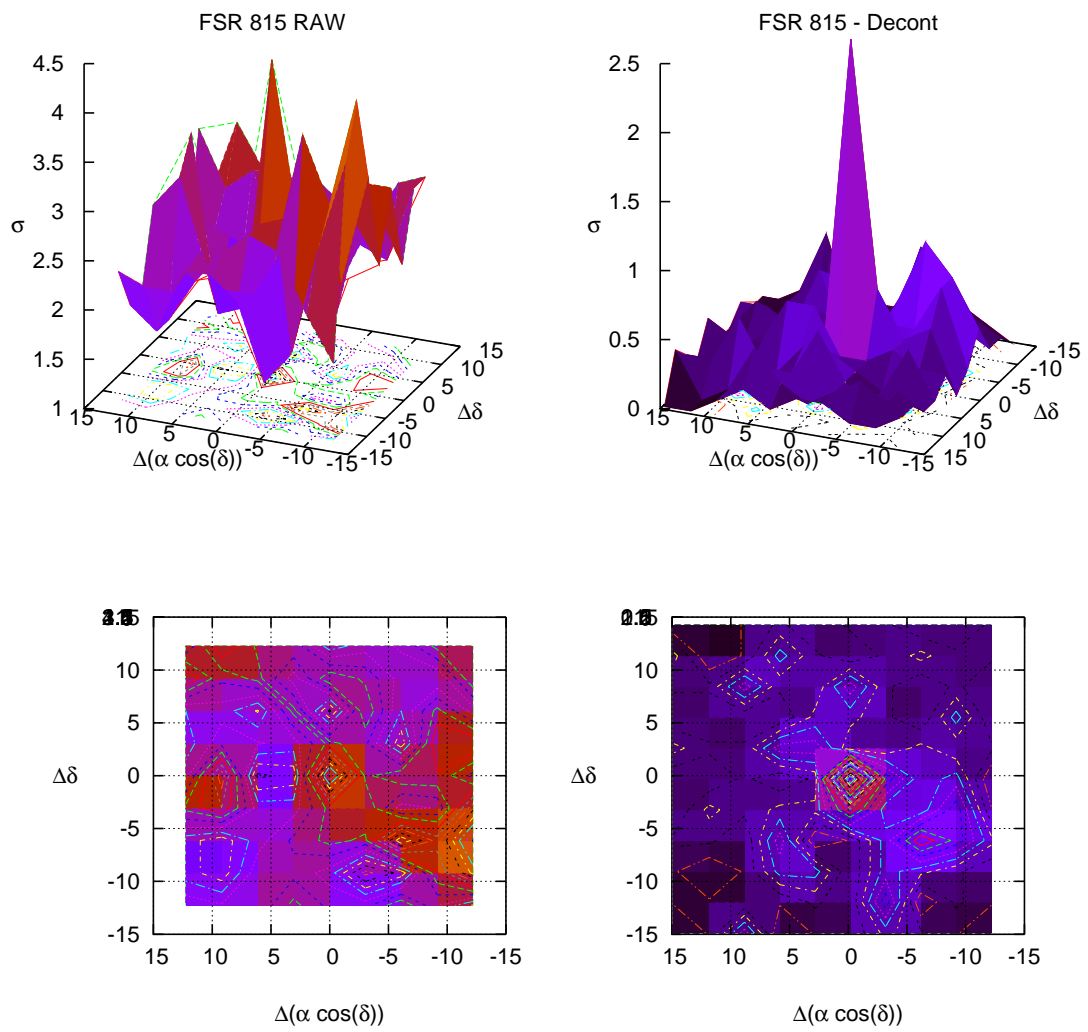


Figura 3.10: O mesmo da Fig. 3.9 para o caso incerto FSR 815.

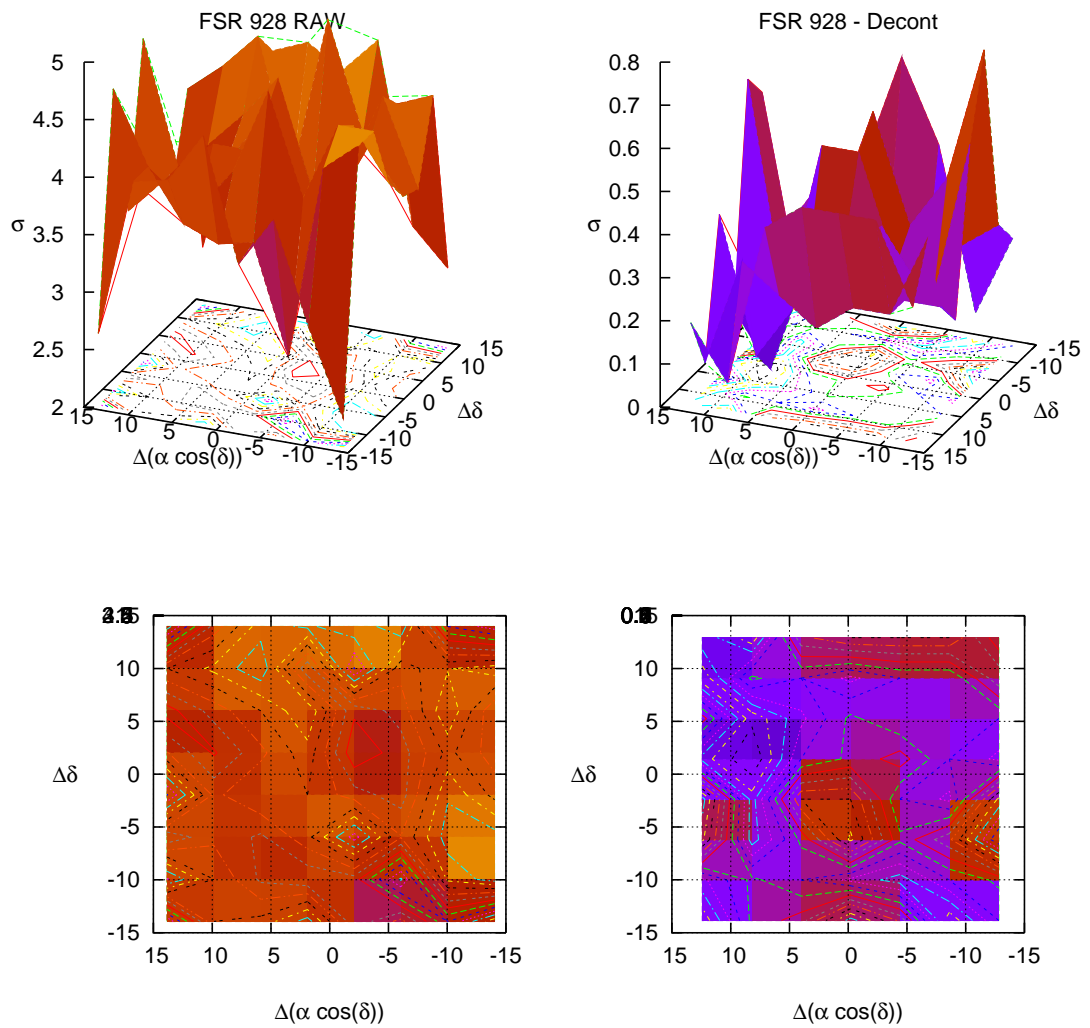


Figura 3.11: O mesmo da Fig. 3.9 para o objeto classificado como provável flutuação de campo FSR 928.

nos OCs, usamos a MF<sup>1</sup> de Kroupa (2001a) para estimar a massa estelar total, até o limite de  $0.08 M_{\odot}$ . A extrapolação sugere que FSR 941 pode ser um OC relativamente massivo.

Para a MS dos aglomerados jovens utilizamos o mesmo método descrito anteriormente, e contamos as estrelas de PMS (Tab. 3.8). Por causa do avermelhamento diferencial, não é possível atribuir um valor preciso de massa para as estrelas da PMS. Então, simplesmente contamos o número de estrelas na PMS e adotamos uma massa média para estimar  $n_{PMS}$  e  $m_{PMS}$ . Assumindo que a distribuição de massa das estrelas de PMS também segue uma MF de Kroupa (2001a), a massa média das estrelas de PMS para massas no intervalo de  $0.08 - 7M_{\odot}$  é  $\langle m_{PMS} \rangle \approx 0.6M_{\odot}$ . Contamos o número de estrelas de PMS e estimamos a massa. A massa total foi obtida somando-se as massas das estrelas de MS e PMS. Obviamente, a exemplo do que ocorre com as estrelas de MS, o 2MASS não detecta as estrelas de PMS de massas muito baixas. Portanto, essa estimativa de massa corresponde a um limite inferior.

### 3.5 Discussão

Os parâmetros estruturais de um aglomerado estelar não são quantidades imutáveis, eles mudam com as evoluções estelar e dinâmica. Na fase inicial, a rápida expulsão do gás embrionário e a consequente redução do potencial gravitacional provocam o crescimento do aglomerado como um todo, na busca de um novo equilíbrio virial. Goodwin & Bastian (2006) mostram que essa fase de expansão do raio de *core* ocorre entre 10 - 30 Myr e pode ser explicada como resultado da expulsão do gás primordial. Em seguida, após terem alcançado alguma equipartição de energia (poucos  $10^7$  yr), os aglomerados que sobreviveram iniciam a contração da região central ( $R_{core}$ ), enquanto que a parte externa continua crescendo ( $R_{RDP}$ ). As perdas de massa por evolução estelar também afetam a estrutura do aglomerado, mas esse efeito não é muito importante nessa fase inicial, porque as estrelas mais massivas ( $M_{\star} > 30M_{\odot}$ ) pouco contribuem para a massa total do aglomerado (Lamers & Gieles 2006b). Portegies Zwart et al. (1999) mostram que o efeito máximo da evolução estelar na expansão do raio de *core* é de um fator dois, mas Mackey et al. (2008) sugerem que este efeito é mais significativo para aglomerados com segregação de massa inicial.

---

<sup>1</sup> $\chi = 0.3 \pm 0.5$  for  $0.08 < m(M_{\odot}) < 0.5$ ,  $\chi = 1.3 \pm 0.3$  for  $0.5 < m(M_{\odot}) < 1.0$ , e  $\chi = 1.3 \pm 0.7$  for  $1.0 < m(M_{\odot})$ .

Tabela 3.8: Massas estimadas para os aglomerados com PMS.

Aglomerado	MS				PMS		MS + PMS	
	$\Delta m_{MS}$ ( $M_{\odot}$ )	$\chi$	$N$ (estrelas)	$M$ ( $M_{\odot}$ )	$N$ (estrelas)	$M$ ( $M_{\odot}$ )	$N$ (estrelas)	$M$ ( $M_{\odot}$ )
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)
FSR 807	1.90-5.25	$-1.08 \pm 0.10$	$8 \pm 3$	$25 \pm 10$	$21 \pm 6$	$45 \pm 14$	$29 \pm 9$	$70 \pm 24$
FSR 812	6.75-13.0	$-0.34 \pm 0.15$	$9 \pm 3$	$83 \pm 30$	$33 \pm 12$	$135 \pm 35$	$42 \pm 15$	$218 \pm 65$
FSR 826	1.30-9.75	$1.07 \pm 0.12$	$46 \pm 9$	$178 \pm 31$	$69 \pm 9$	$172 \pm 43$	$115 \pm 18$	$350 \pm 74$
FSR 904	1.50-11.0	$0.26 \pm 0.16$	$61 \pm 8$	$188 \pm 42$	$443 \pm 31$	$706 \pm 61$	$504 \pm 39$	$894 \pm 103$
FSR 955	0.85-13.0	$0.22 \pm 0.09$	$4 \pm 2$	$20 \pm 7$	$26 \pm 7$	$109 \pm 35$	$30 \pm 9$	$129 \pm 42$

Notas da tabela. Col. 2: intervalo de massa para a MS. Col. 3: inclinação da função de massa para a MS  $\chi$ , derivada a partir do ajuste de  $\phi(m) \propto m^{-(1+\chi)}$ . Cols. 4-7: conteúdo estelar da MS e PMS. Cols. 8-9: conteúdo estelar total (MS+PMS).

Eles mostraram que a evolução estelar provoca uma significativa expansão da *core* numa escala de tempo de  $\sim 100$  Myr.

Como consequência da segregação de massa, as estrelas massivas tendem a se concentrar na região central de aglomerados evoluídos, enquanto que as estrelas menos massivas são transferidas para as regiões externas (e.g. Bonatto & Bica 2005). Como resultado desse processo o  $R_{RDP}$  tende a aumentar, enquanto o  $R_{core}$  diminui.

Na Fig. 3.12 comparamos os parâmetros estruturais derivados para os OCs da presente amostra (OCs tratados neste capítulo) com aqueles medidos em diferentes ambientes. Como amostra de referência usamos (i) alguns luminosos OCs próximos (Bonatto & Bica 2005), incluindo dois OCs jovens NGC 6611 (Bonatto et al. 2006b), e NGC 4755 (Bonatto et al. 2006c), (ii) OCs projetados na direção do centro da Galáxia (Bonatto & Bica 2007a), (iii) OCs localizados no plano da Galáxia (Camargo et al. 2009) e (iv) OCs da presente amostra.

No painel (a) da Fig. 3.12 os raios  $R_{core}$  e  $R_{RDP}$  dos OCs da amostra (i) apresentam uma relação aproximadamente linear dada por  $R_{RDP} = (8.9 \pm 0.3) \times R_{core}^{(1.0 \pm 0.1)}$ , o que sugere que esses raios estão submetidos a escalas semelhantes, no sentido de que, em média, aglomerados grandes tendem a ter  $R_{core}$  grandes. No entanto,  $\frac{1}{3}$  dos OCs na amostra (ii) não seguem essa relação, o que sugere que eles são intrinsecamente pequenos ou sofreram intensa evaporação. Os raios de *core* e do aglomerado na amostra (iii) e os OCs da presente amostra (iv) são consistentes com a relação acima citada, para uma incerteza de  $1\sigma$ . A dependência do tamanho do aglomerado com a distância Galactocêntrica é mostrada no painel (b), como já sugerido por Lyngå (1982) e Tadross et al. (2002). Os raios de *core* e do aglomerado

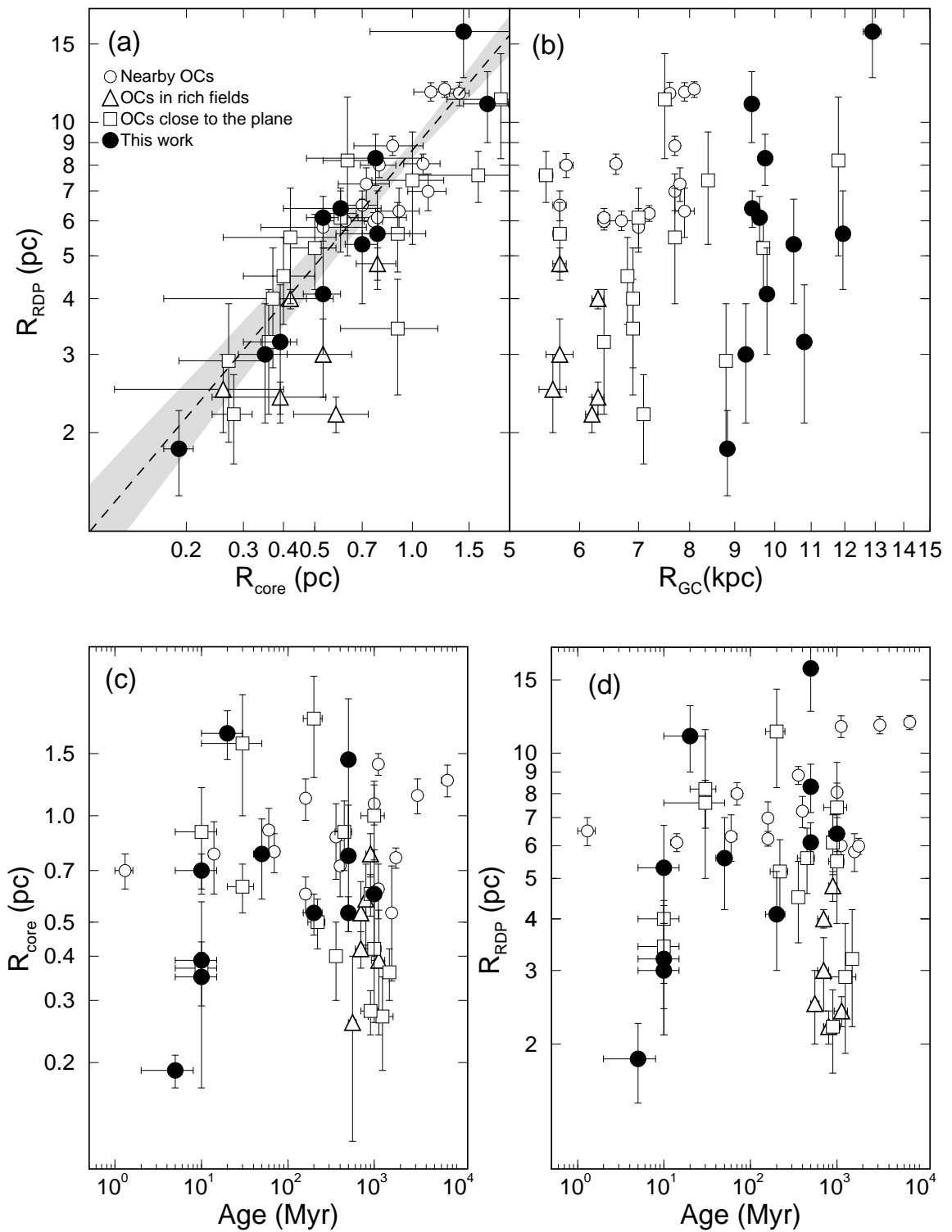


Figura 3.12: Relações envolvendo os parâmetros estruturais dos OCs. Círculos vazados: OCs próximos, incluindo dois aglomerados jovens. Triângulos: OCs projetados em campos densos na direção da região central da Galáxia. Quadrados: OCs localizados no plano Galáctico. Círculos cheios: OCs da presente amostra.

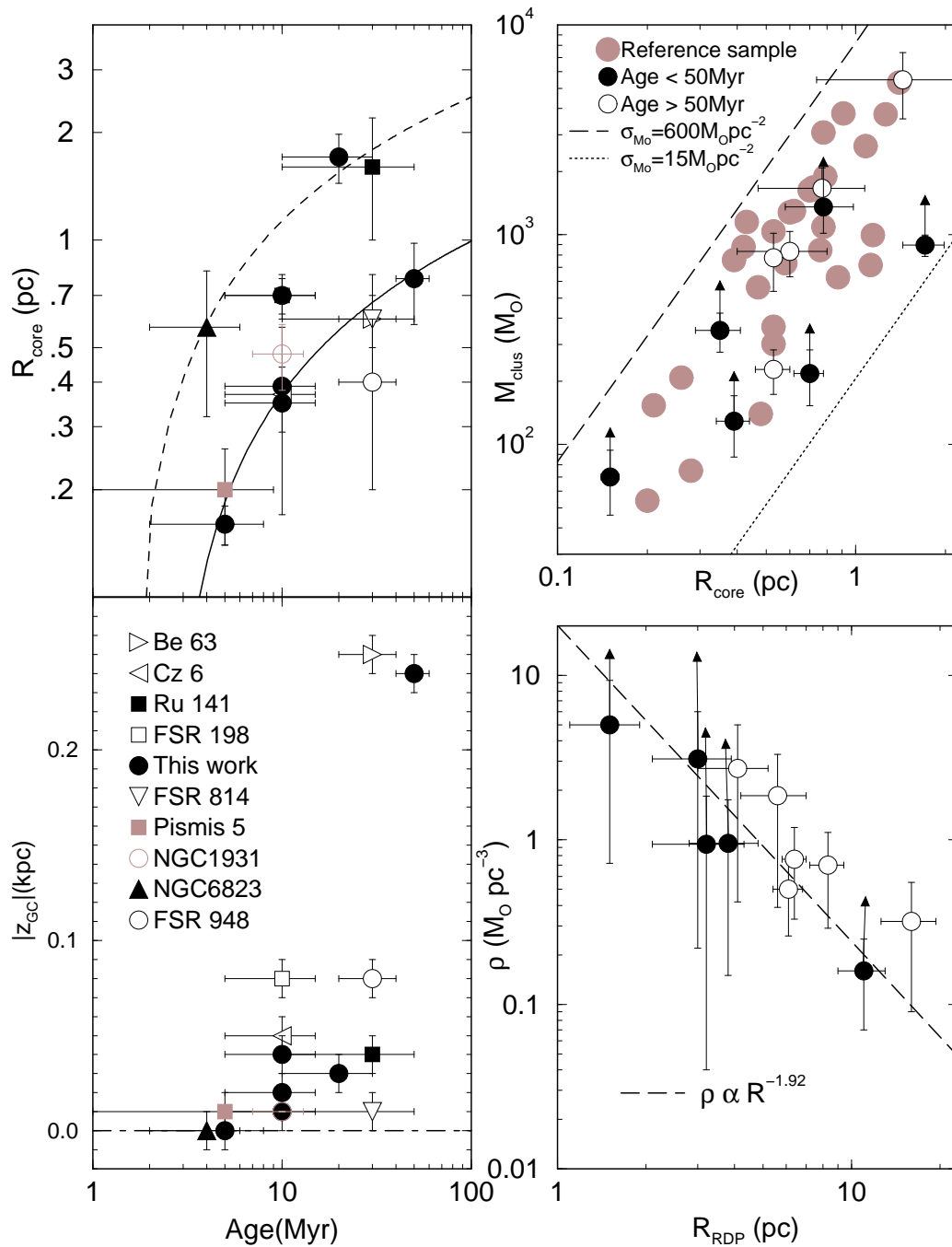


Figura 3.13: Painel superior esquerdo: relação entre a idade e o  $R_{core}$ . Linha tracejada: ajuste logarítmico de Bastian et al. (2008) ( $R_{core}(pc) = 0.6 \times \ln(age[Myr]) - 0.25$ ) para os aglomerados de M51. Linha sólida: nosso ajuste para os OCs da presente amostra. Painel inferior esquerdo:  $|z_{GC}|$  para os OCs do painel superior esquerdo. Painel superior direito: relação entre o raio de *core* e a massa ( $M_{clus} = 13.8\sigma_{M0}R_c^2$ ) para diferentes valores de  $\sigma_{M0}$ ; os OCs de referência são mostrados como círculos coloridos. Círculos pretos cheios: OCs com menos de 50 Myr de idade. Círculos vazados: OCs velhos. Painel inferior direito: relação densidade *vs.* raio do aglomerado. As setas indicam que determinamos o limite inferior para a massa e densidade dos aglomerados.



dos OCs da nossa amostra (*iv*) são consistentes com os das amostras (*ii*) e (*iii*). A maioria dos OCs da nossa amostra estão localizados no plano do disco e/ou no interior de braços espirais, por isso eles são consistentes com a amostra (*iii*) e com aqueles localizados em campos densos (*ii*). Para explicar o crescimento dos raios de aglomerados globulares com a distância Galactocêntrica, van den Bergh et al. (1991) sugerem que parte dessa relação pode ser primordial, a elevada densidade do gás molecular nas regiões centrais da Galáxia pode ter criado aglomerados pequenos. Além disso, muitos aglomerados com diâmetros reduzidos são encontrados próximo do plano Galáctico, principalmente para  $R_{GC} < 9.5$  kpc e  $z_{GC} < 100$  pc (Tadross et al. 2002, Wielen 1971, 1975). Essa pode ser uma explicação para o tamanho reduzido de FSR 807 em relação a sua distância ao centro Galáctico. Esse objeto está localizado no interior do braço espiral Orion-Cygnus, com  $z_{GC} = 0.0$ . Nos painéis (*c*) e (*d*) comparamos os raios de *core* e do aglomerado com a idade. Os dois tipos de raio apresentam a mesma dependência em relação à idade, em que parte do aglomerado expande-se com o tempo, enquanto outros parecem contrair-se. A bifurcação ocorre para a idade de  $\approx 1$  Gyr. Mackey & Gilmore (2003) observaram efeito similar para o raio de *core* de aglomerados da LMC e SMC e Mackey et al. (2008) sugeriram uma origem dinâmica para a relação raio-idade. Eles atribuíram a tendência de contração do  $R_{core}$  à relaxação dinâmica e/ou colapso do núcleo. A expansão foi atribuída à perda de massa pela rápida evolução estelar em aglomerados com segregação de massa ou centralmente concentrados e ao aquecimento por causa da significativa população de buracos negros de massa estelar lançados para o halo ou ejetados do aglomerado (Mackey et al. 2007, Merritt et al. 2004). Nós também notamos que a relação raio-idade dos OCs da nossa amostra é similar à relação (*leaky*) encontrada por Pfalzner (2009) e aglomerados ópticos de Maciejewski & Niedzielski (2007).

Muitos OCs confirmados da nossa amostra são menores do que OCs próximos (*i*) com idades e distância Galactocêntrica similares (Fig. 3.12). Mas, com exceção de NGC 2234 os OCs da presente amostra estão localizados no plano do disco e/ou no interior de braços espirais e, possivelmente alguns deles tiveram encontros com nuvens moleculares gigantes. De acordo com Solomon et al. (1987) nuvens moleculares mais massivas do que  $\sim 10^6 M_{\odot}$  são encontradas na vizinhança solar. A Fig. 3.13 mostra a relação da idade com o  $R_{core}$  e  $|Z_{GC}|$  para os OCs jovens da nossa amostra. Ajustamos uma curva empírica  $R_c(pc) = 0.27 \times \ln(age[Myr]) - 0.25$  (linha sólida) para os OCs jovens próximos do plano Galáctico e/ou de braços espirais. Bastian et al. (2008) observaram uma relação similar para os aglomerados de M51, eles

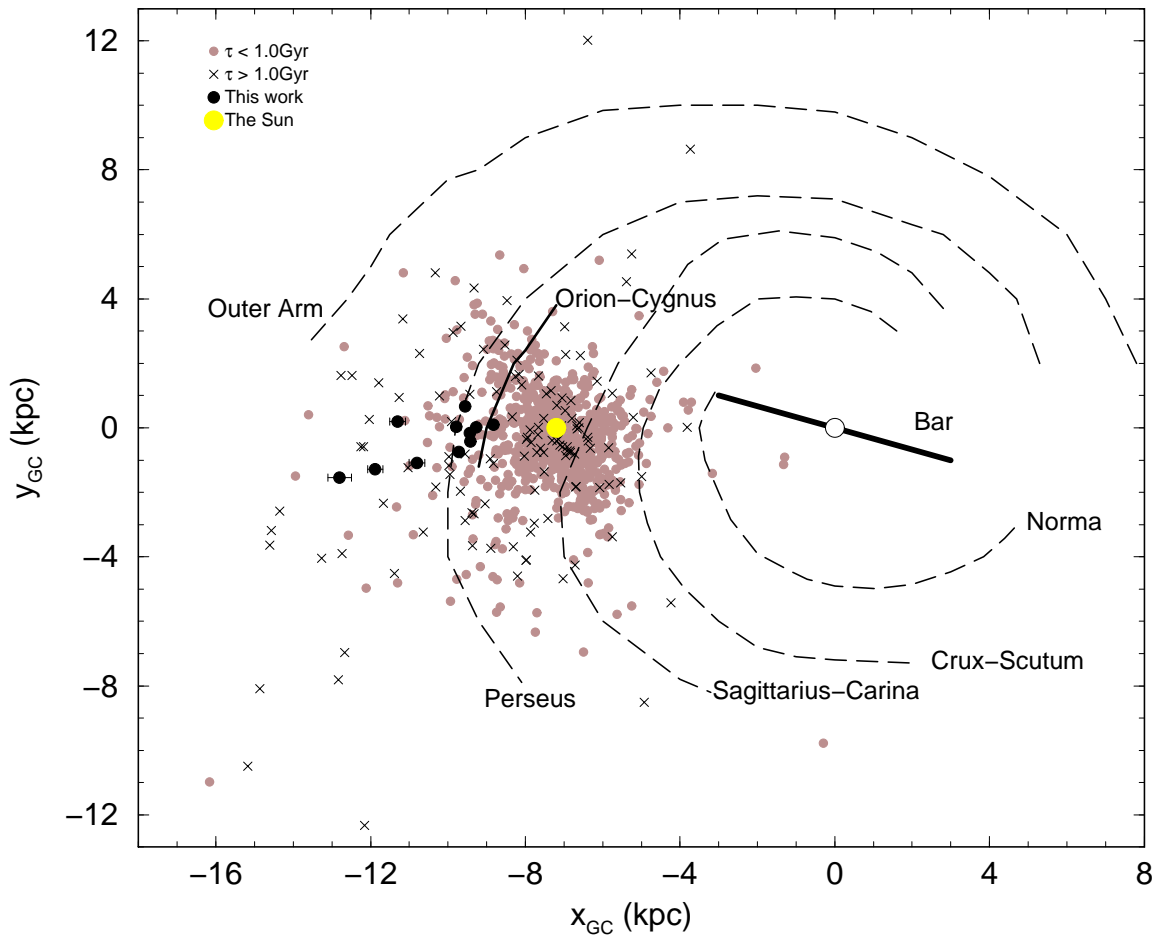


Figura 3.14: Distribuição espacial dos aglomerados estelares da presente amostra (círculos cheios) comparados com os do WEBDA com idades inferiores a 1 Gyr (círculos marrons) e superiores a 1 Gyr (cruzes). A projeção esquemática da Galáxia vista a partir do polo norte, considerando a distância Galactocêntrica do Sol igual a 7.2 kpc.

ajustaram a curva empírica  $R_c(pc) = 0.6 \times \ln(age[Myr]) - 0.25$  (linha tracejada na Fig. 3.13) que representa aglomerados inicialmente compactos e com segregação de massa ( $R_{core} \approx 0.25$  pc). Vesperini et al. (2009) mostram, através de simulação, que em aglomerados segregados as perdas de massa por evolução estelar, na fase inicial, provocam uma expansão maior do que a provocada nos aglomerados não segregados e que aglomerados longevos com alto grau de segregação de massa inicial tendem a ter uma estrutura mais bem comportada e sobrevivem por mais tempo, antes do *core collapse* do que os aglomerados não segregados.

Quando a densidade de massa projetada de um aglomerado segue um perfil de King (e.g. Bonatto & Bica 2008), a massa do aglomerado ( $M_{clus}$ ) pode ser expressa como uma função do raio de *core* e da densidade superficial de massa na região central ( $\sigma_{M0}$ ) de acordo com  $M_{clus} \approx 13.8 \sigma_{M0} R_C^2$  (Bonatto & Bica 2009b). A Fig. 3.13 (painel superior direito) mostra a distribuição dos nossos OCs no plano raio de *core* vs massa do aglomerado. Os presentes OCs (junto com a amostra de referência) distribuem-se paralelamente à relação acima mencionada, sendo aprisionada no interior de uma distribuição tipo King com  $15 \lesssim \sigma_{M0} (M_{\odot} pc^{-2}) \lesssim 600$  (esses limites levam em conta as incertezas). Isso sugere uma correlação entre a massa do aglomerado e o raio de *core*, o que é consistente com a relação massa-raio sugerida por Portegies Zwart et al. (2010) para aglomerados massivos com menos de 100 Myr.

Para finalizar, computamos a densidade de massa do aglomerado  $\rho(M_{\odot} pc^{-3}) = \frac{3}{4\pi} M_{clus} R_{RDP}^{-3}$ . Mostramos o resultado no plano  $R_{RDP}$  vs.  $\rho$  no painel inferior direito da Fig. 3.13. Apesar das barras de erro, podemos perceber que a densidade decresce quando o raio do aglomerado cresce de acordo com  $\rho \propto R_{RDP}^{-(1.92 \pm 0.36)}$ , de modo similar à amostra de aglomerados imersos estudados por Pfalzner (2009). Ele percebeu que a dependência com o raio dos ECs da sua amostra é bem menor do que a observada em aglomerados jovens mais massivos do que  $10^3 M_{\odot}$ ,  $\rho \propto R^{-3}$  e  $R^{-4}$ . Observamos que a densidade de massa dos ECs em Pfalzner (2009) é mais do que 10 vezes maior do que a densidade dos nossos OCs.

Na Fig. 3.14 mostramos a distribuição espacial, no plano Galáctico e braços espirais (Momany et al. 2006) da presente amostra de OCs comparados com os OCs da base de dados do WEBDA. Consideramos duas faixas de idades,  $< 1$  Gyr e  $> 1$  Gyr e computamos as projeções das coordenadas Galácticas ( $\ell, b$ ) no plano do disco. Aglomerados velhos são encontrados preferencialmente nas regiões externas ao círculo solar, e na região central da Galáxia poucos OCs foram descobertos até agora. O importante aqui é saber se os aglomerados da região central não podem ser observados

por causa da enorme absorção e “*crowding*”, ou se foram sistematicamente dissolvidos pela combinação de diferentes efeitos de maré (Bonatto & Bica 2007c, e suas referências). Neste contexto, quanto mais OCs forem identificados (com seus parâmetros derivados) nas partes centrais da Galáxia, mais argumentos serão estabelecidos para resolver essa questão.

### 3.6 Conclusão

Das 50 sobredensidades analisadas neste capítulo, 16 (32%) foram confirmados como OCs. Sete (14%) são novos OCs (FSR 735, FSR 807, FSR 812, FSR 826, FSR 941, FSR 953 e FSR 955) e derivamos os seus parâmetros. Outros 9 (18%) objetos são OCs ou ECs previamente estudados (KKC1, FSR 795, Cz 22, FSR 828, FSR 852, FSR 856, FSR 904, Czernik 24 e NGC 2234). Derivamos parâmetros para FSR 852, FSR 904, Cz 22 e NGC 2234. Cinco objetos (FSR 815, FSR 883, FSR 902, FSR 921 e FSR 951) foram classificados como casos incertos e requerem fotometria mais profunda para estabelecer sua natureza. As demais sobredensidades são provavelmente flutuações de campo.

## Capítulo 4

# A Possível Formação Estelar Sequencial na Nuvem Molecular Gigante G174 + 2.5

Neste capítulo analisaremos a natureza de 14 aglomerados imersos associados às regiões HII Sh2-235, Sh2-233, Sh2-232 e Sh2-231 (Fig. 4.1) localizadas no braço de Perseus na GMC G174 + 2.5. Essa amostra de ECs é possivelmente um exemplo de regiões HII com formação estelar sequencial e o desenvolvimento de um cenário de “*collect and collapse*” (Elmegreen & Lada 1977, Camargo et al. 2011). Neste contexto, a detecção de fontes IR, *outflows* e *masers*  $H_2O$  em estudos prévios são indícios de que a formação estelar continua a ocorrer nessas nebulosas. A distância do Sol estimada para as quatro regiões HII fica na faixa  $d_{\odot} = 1.0\text{-}2.3$  kpc (Georgelin 1975). Na maioria dos estudos é adotada a distância  $d_{\odot} = 1.8$  kpc para as nebulosas em questão.

Os ECs analisados são KKC 11, FSR784, Sh2-235E2, Sh2-235 Cluster, Sh2-233SE Cluster, Sh2-235B Cluster, BDSB 73, BDSB 72, BDSB 71, Sh2-232 IR, PCS 2 e os dois ECs descobertos em Camargo et al. (2011), CBB 1 e CBB 2. Esses objetos são fortemente obscurecidos por poeira interestelar e aparentemente são afetados por avermelhamento diferencial. Derivamos os parâmetros fundamentais para todos os ECs da amostra, mas a determinação dos parâmetros estruturais foi possível apenas para FSR 784, Sh2-235 Cluster e Sh2-235E2. Uma fotometria mais profunda é necessária para a determinação dos parâmetros estruturais dos demais objetos. Mas é possível que no atual estágio evolutivo o perfil de densidade desses objetos não siga um perfil de King, a exemplo dos ECs estudados por Saurin et al. (2010).

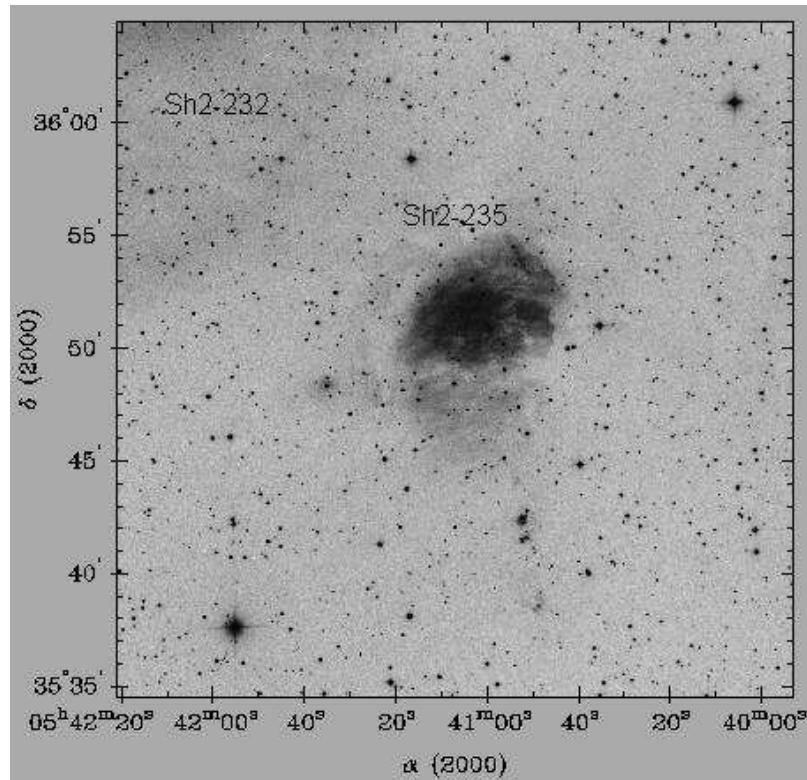


Figura 4.1: Imagem XDSS na banda R ( $30' \times 30'$ ) da região HII Sh2-235. A imagem também mostra parte da região HII Sh2-232 (canto superior esquerdo).

Os ECs alvos de nossa análise são mostrados na Tab. 4.1. Na Fig. 4.2 mostramos imagens 2MASS na banda  $K_S$  e na Fig. 4.3 os mapas esquemáticos para as nebulosas e ECs. Os CMDs são mostrados nas Figs 4.4 a 4.8 e os diagramas cor-cor na Fig. 4.9. A Fig. 4.10 mostra a distribuição em idades dos ECs e a estrutura desses objetos é mostrada nas Figs. 4.11 e 4.12. Além disso, na Fig. 4.13 mostramos a distribuição angular do conteúdo estelar descontaminado das estrelas de campo para FSR 784, Sh2-235 Cluster, Sh2-235E2, KKC 11 e BDSB 73. A relação entre os parâmetros derivados é mostrada na Fig. 4.14.

Tabela 4.1: Identificações cruzadas dos aglomerados imersos em G174 + 2.5.

Desig#1 (1)	Desig#2 (2)	Desig#3 (3)	Desig#4 (4)	Desig#5 (5)	D (') (6)	Ref. (7)
KKC 11	FSR 788	Sh2-235 East1	-	-	4.5	7, 8, 10
FSR 784	Koposov 7	Sh2-235North-West	-	-	3.2	8, 9, 10
Sh2-235 E2	-	-	-	-	1.3	6
Sh2-235 Cl.	CSSS 11	Sh2-235 Central	-	-	1.4	1, 10
BDSB 73	KSTW 1	-	-	-	0.7	5, 8
Sh2-235B Cl.	CSSS 10	Hodapp 18	Sh2-235ABC	-	1.6	1, 2, 10
BDSB 72	-	-	-	-	2.0	6
BDSB 71	-	-	-	-	0.8	6
Sh2-232 IR	-	-	-	-	1.0	10
PCS 2	DB2001-24	KKC 9 NE	-	-	1.0	3, 4, 7
Sh2-233 SE Cl.	Hodapp 15	PCS 1	KKC 9 SW	Sh2-233 IR	1.1	2, 3, 6, 10
G173.58 + 2, 45 Cl.	IRAS 05361 + 3539 Cl.	-	-	-	0.5	5, 10
CBB 1	-	-	-	-	0.3	11
CBB 2	-	-	-	-	1.0	11

Notas da tabela. Cols. (1 – 5) mostram as referências para as identificações cruzadas e a col. (7) as referências para a determinação de parâmetros. As referências são: 1 - Carpenter et al. (1993); 2 - Hodapp (1994); 3 - Porras et al. (2000); 4 - Dutra & Bica (2001); 5 - Shepherd & Watson (2002); 6 - Bica et al. (2003a); 7 - Kumar et al. (2006); 8 - Froebrich et al. (2007); 9 - Koposov et al. (2008); 10 - Kirsanova et al. (2008); 11 - Camargo et al. (2011).

## 4.1 Estudos Prévios Sobre o Conteúdo Estelar de G174 + 2.5

As regiões H II Sh2-235, Sh2-233, Sh2-232 e Sh2-231 foram objeto de muitos estudos em diferentes faixas de comprimento de onda, mas a maioria dos ECs presentes nessas regiões ainda não foram analisados.

### 4.1.1 Sh2-235 e Vizinhanças

A região HII Sh2-235 é uma nebulosa óptica difusa, excitada por uma estrela de tipo espectral O9.5 V (BD+35°1201). Allen et al. (2005) identificaram dois aglomerados associados à região HII Sh2-235, Sh2-235 Cluster e o objeto conhecido como KKC 11. Kumar et al. (2006) acrescentaram a esta lista Sh2-235E2. Kirsanova et al. (2008) concluem que tais objetos permanecem imersos em condensações densas de G174+2.5 e sugerem que Sh2-235 Cluster e Sh2-235E2 já iniciaram o processo de expulsão do gás primordial, mas KKC 11 encontra-se num estado menos evoluído.

Sh2-235 inclui 4 pequenas nebulosas denominadas GGD 6 (também conhecida como RNO 52), Sh2-235 A (GM1-66), Sh2-235 B (BFS 46 ou GM1-65) e Sh2-235 C (GGD 5 ou BFS 47). Sh2-235 A e Sh2-235 B estão localizadas a cerca de 10' ao sul de Sh2-235 e separadas entre si por cerca de 40" (0,35 pc) (Blitz et al. 1982). Sh2-235



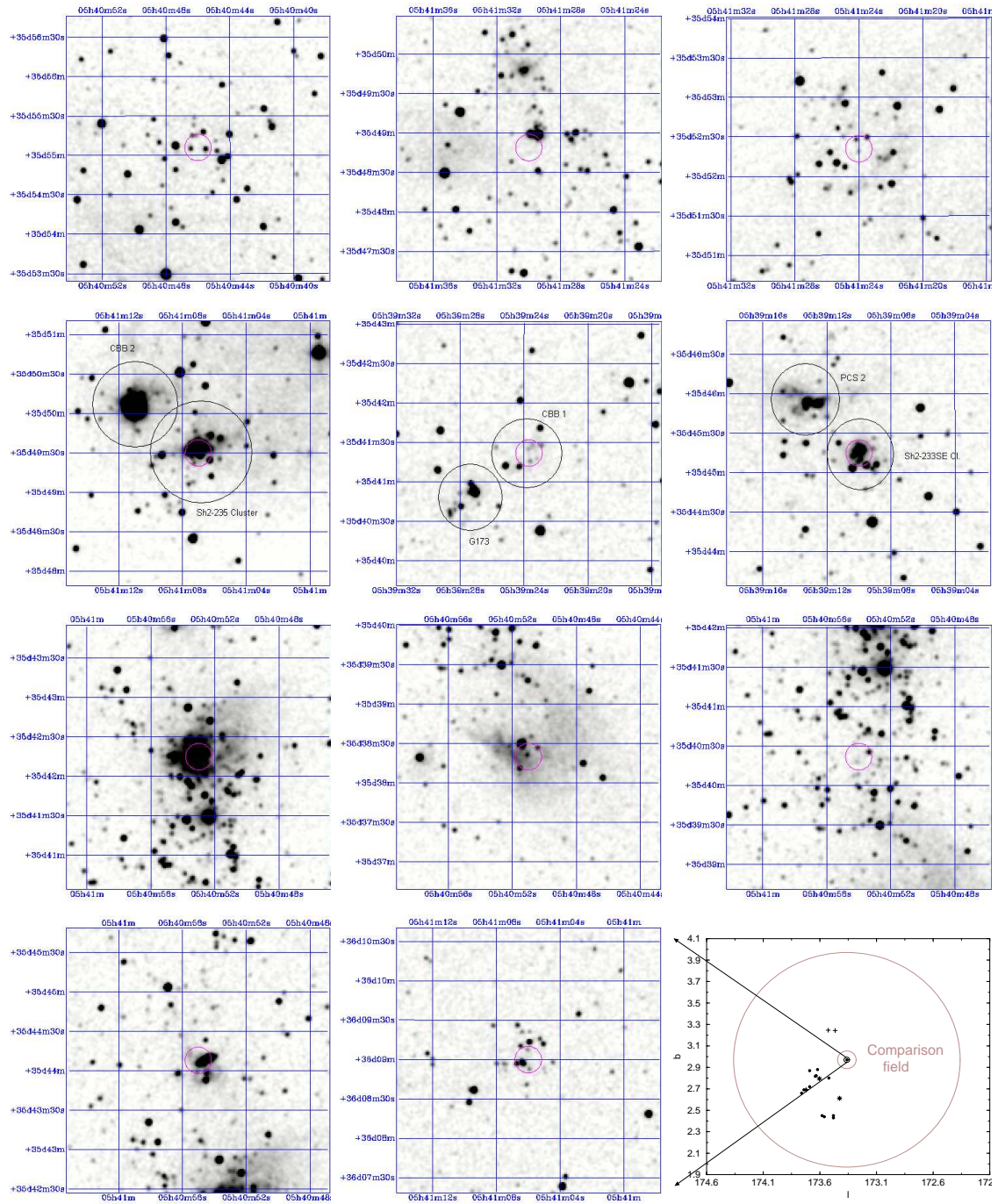


Figura 4.2: Primeira linha: imagens 2MASS  $3' \times 3'$  centradas em FSR 784, KKC 11 Sh2-235 E2. Segunda linha: o mesmo para os aglomerados em pares Sh2-235 Cluster e CBB 2, G173 e CBB 1, PCS 2 e Sh2-233 SE Cluster. Terceira linha: Sh2-235B Cluster (subestrutura múltipla), BDSB 71, e BDSB 72. Quarta linha: o mesmo para BDSB 73 e Sh2-232 IR Cluster. O último painel da quarta linha mostra a região de comparação usado para a descontaminação por estrelas de campo para Sh2-232 IR Cluster.



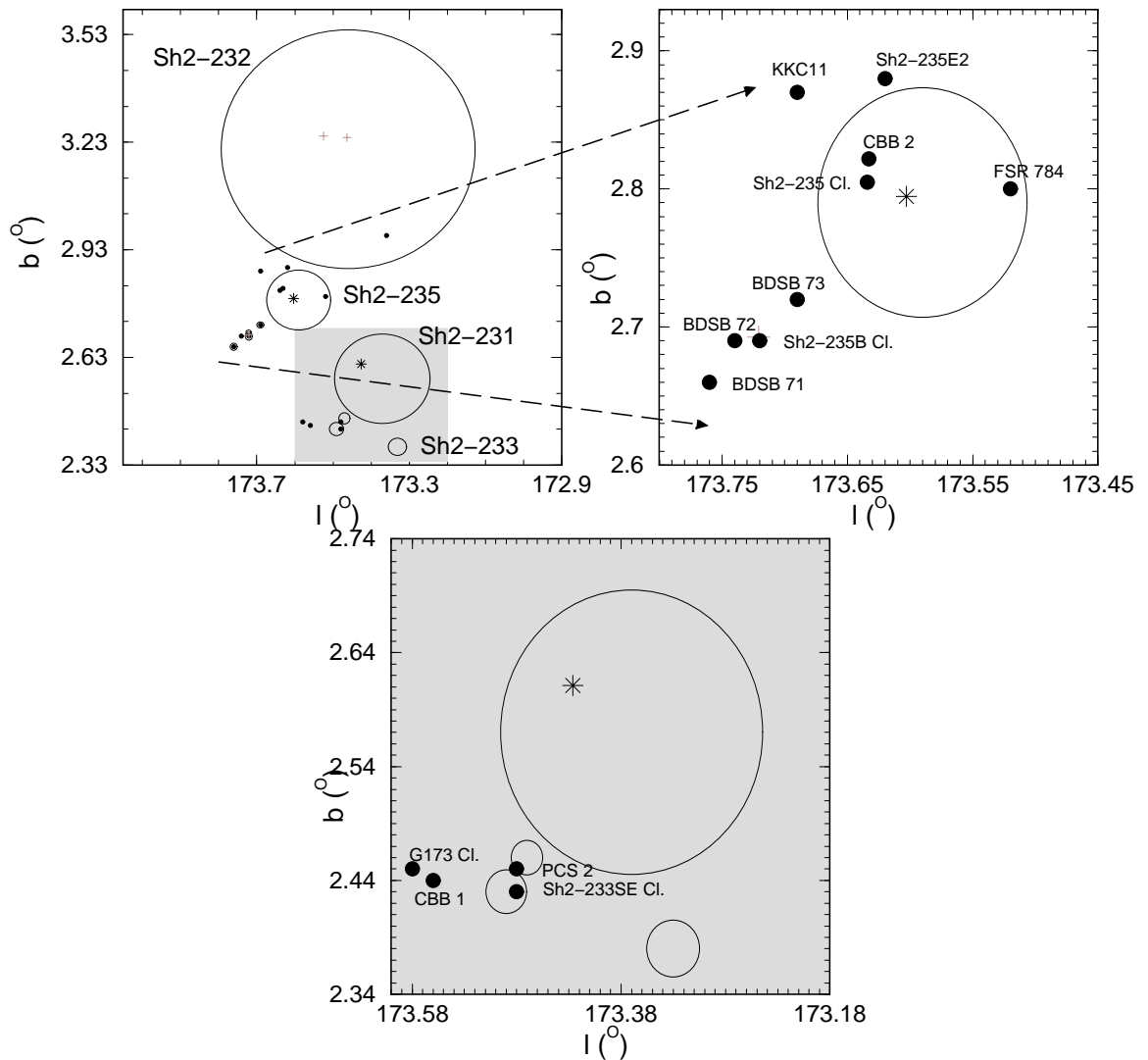


Figura 4.3: Painel superior esquerdo: Mapa esquemático das nebulosas. Os círculos cheios são ECs, asteriscos são estrelas de tipo O e sinais de mais são estrelas de tipo B. Painel superior direito: zoom da região que contém a nebulosa Sh2-235 no painel superior esquerdo. Painel inferior: zoom da região cinza no painel superior esquerdo.

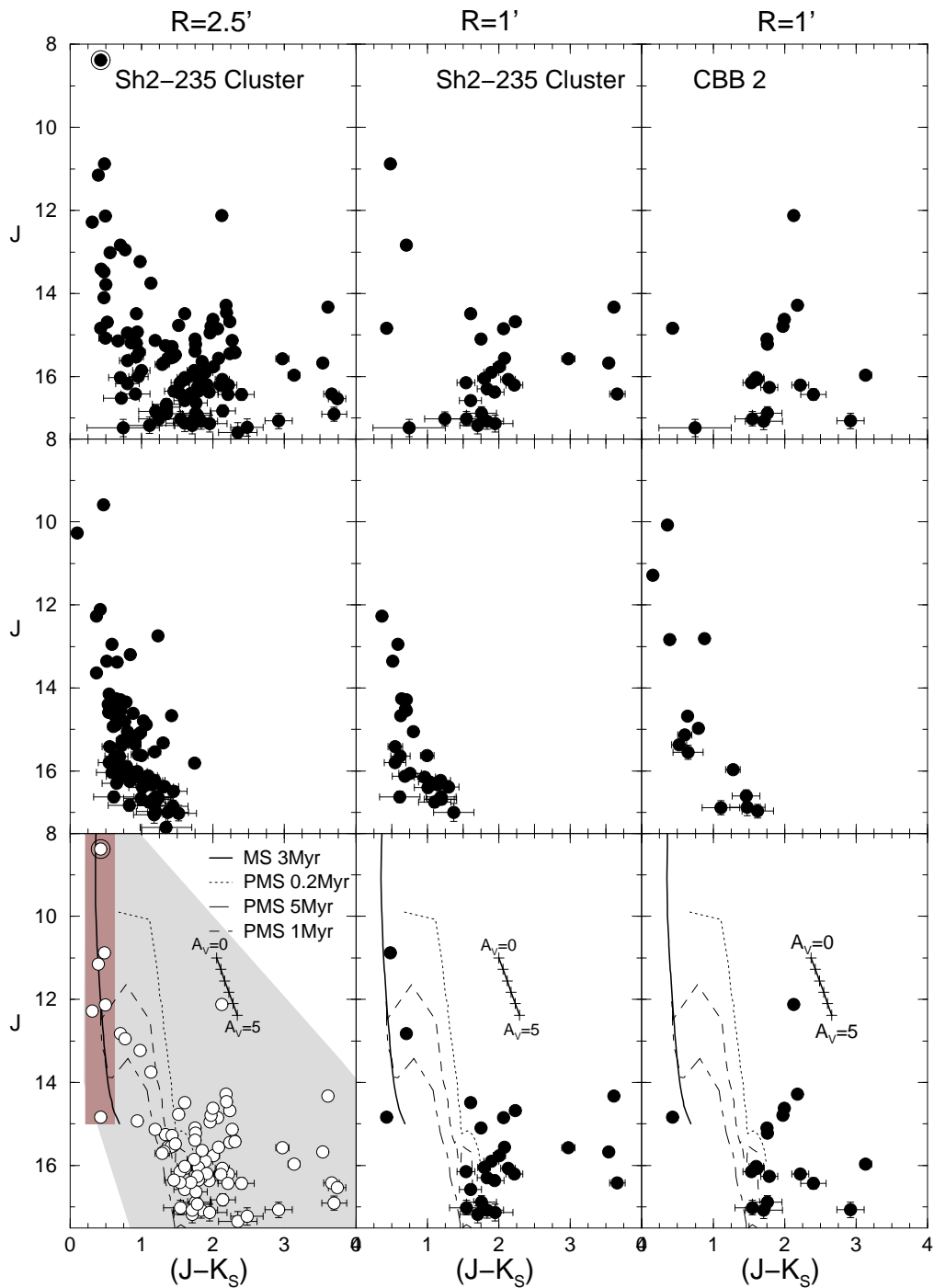


Figura 4.4: CMDs 2MASS extraídos da região central do par de ECs Sh2-235 Cluster e CBB 2. Painéis superiores: CMDs  $J \times (J - K_s)$  observados. Painéis intermediários: campo de comparação de mesma área. Painéis inferiores: CMDs descontaminados com o ajuste de isócronas de Padova para a MS e Siess para a PMS. Os filtros cor-magnitude são mostrados como regiões hachuradas. Mostramos o vetor avermelhamento para  $A_V = 0$  a 5. BD+35°1201 é mostrada como um círculo em torno da estrela nos painéis superior e inferior, nos CMDs de Sh2-235 Cluster.

Tabela 4.2: Parâmetros fundamentais derivados para os ECs.

Cluster	$\alpha(2000)$	$\delta(2000)$	$\ell$	$b$	$A_V$	Age	$d_{\odot}$	$R_{GC}$
	(h m s)	( $^{\circ}$ ' '')	( $^{\circ}$ )	( $^{\circ}$ )	(mag)	Myr	(kpc)	(kpc)
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)
KKC 11	5:41:30	35:48:49	173.685	2.865	$5.5 \pm 1.0$	$3 \pm 2$	$2.2 \pm 0.5$	$9.4 \pm 0.2$
FSR 784	5:40:46	35:55:06	173.517	2.794	$4.0 \pm 1.0$	$3 \pm 2$	$2.4 \pm 0.5$	$9.6 \pm 0.2$
Sh2-235 E2	5:41:24	35:52:21	173.624	2.878	$4.0 \pm 1.0$	$3 \pm 2$	$2.1 \pm 0.5$	$9.3 \pm 0.2$
Sh2-235 Cl.	5:41:07	35:49:30	173.634	2.805	$3.8 \pm 1.0$	$5 \pm 2$	$2.0 \pm 0.6$	$9.2 \pm 0.2$
BDSB 73	5:40:55	35:44:08	173.688	2.723	$3.8 \pm 1.0$	$3 \pm 2$	$2.1 \pm 0.5$	$9.3 \pm 0.5$
Sh2-235B Cl.	5:40:53	35:42:15	173.712	2.701	$3.8 \pm 1.0$	$3 \pm 2$	$1.9 \pm 0.5$	$9.1 \pm 0.5$
BDSB 72	5:40:54	35:40:22	173.740	2.687	$3.8 \pm 1.0$	$3 \pm 2$	$2.1 \pm 0.5$	$9.3 \pm 0.5$
BDSB 71	5:40:51	35:38:20	173.763	2.660	$3.8 \pm 1.0$	$3 \pm 2$	$2.0 \pm 0.4$	$9.2 \pm 0.4$
Sh2-232 IR	5:41:06	36:09:00	173.356	2.973	$5.0 \pm 1.2$	$3 \pm 2$	$1.9 \pm 0.5$	$9.1 \pm 0.5$
PCS 2	5:39:13	35:45:53	173.481	2.446	$3.5 \pm 1.0$	$3 \pm 2$	$2.2 \pm 0.5$	$9.4 \pm 0.5$
Sh2-233 SE	5:39:10	35:45:15	173.484	2.432	$3.5 \pm 0.8$	$3 \pm 2$	$2.2 \pm 0.5$	$9.4 \pm 0.5$
G173 Cl.	5:39:28	35:40:43	173.581	2.443	$3.5 \pm 0.9$	$5 \pm 3$	$2.5 \pm 0.2$	$9.8 \pm 0.2$
CBB 1	5:39:23	35:41:22	173.563	2.434	$3.5 \pm 0.9$	$5 \pm 3$	$2.5 \pm 0.2$	$9.8 \pm 0.2$
CBB 2	5:41:11	35:50:10	173.632	2.822	$3.8 \pm 1.0$	$3 \pm 2$	$2.0 \pm 0.6$	$9.2 \pm 0.2$

Notas da tabela. Cols. 2 a 5: coordenadas centrais otimizadas; Col. 6: avermelhamento na região central do aglomerado. Col. 7: idade, a partir da fotometria 2MASS. Col. 8: distância ao Sol. Col. 9:  $R_{GC}$  calculado com  $R_{\odot} = 7.2$  kpc (Bica et al. 2006) como distância do Sol ao centro da Galáxia. Os ECs CBB 1 e CBB2 foram descobertos no presente trabalho.

C é uma pequena região HII localizada a cerca de 3,5' ao sul de Sh2-235 B (Felli et al. 2004).

Sh2-235 A é uma região HII compacta com aproximadamente 20" (0,17 pc) de diâmetro (Felli et al. 1997). Sh2-235 B é excitada por uma estrela *early-type* Herbig Be de tipo espectral B1V (Boley et al. 2009). Hodapp (1994) descobriu um aglomerado na nebulosa Sh2-235 B, o que foi confirmado por Wang et al. (1997), Allen et al. (2005) e Kirsanova et al. (2008). Bica et al. (2003a) identificaram outros três ECs nessas nebulosas que foram denominadas BDSB 71, BDSB 72 e BDSB 73. Sh2-235 C é excitada por uma estrela de tipo espectral B0.5 e apresenta um objeto Herbig-Haro e uma morfologia tipo *shell* parcial (Felli et al. 1997).

Baseados na distribuição espacial dos ECs e na cinemática do gás molecular Kirsanova et al. (2008) sugerem que a expansão de Sh2-235 Cluster é responsável pela formação dos outros ECs na região. A formação sequencial de estrelas foi provavelmente desencadeada por uma combinação da compressão, por ondas de choque, de condensações pré-existentes e um cenário de “*collect and collapse*”. Segundo eles, os ECs nas regiões Sh2-235 A, B e C estão imersos em gás primordial e, por isso, a formação estelar nessas regiões não pode ser atribuída a expansão da região HII Sh2-235. No entanto, Tokunaga & Thompson (1979) sugerem que a disposição linear desses objetos, é provavelmente resultado de um cenário de “*collect and collapse*”.

#### 4.1.2 Sh2-231, Sh2-232 e Sh2-233

Sh2-232 é uma região HII estendida, com diâmetro de 40' (Fig. 4.3) e excitada por uma estrela de tipo B. Hodapp (1994) observou duas nebulosas na região HII Sh2-233 IR, descobriu um EC infravermelho e um objeto Herbig-Haro. Porras et al. (2000) identificaram dois ECs nessa região, PCS 2 localizado em torno de IRAS 05358 + 3543 e Sh2-233 SE com separação de 1' (0.5 pc) um do outro, adotando a distância ao Sol de 1.8 kpc. No entanto, Chan & Fich (1995) estimaram a distância ao Sol de  $2.3 \pm 0.7$  kpc, baseando-se nos tipos espectrais de estrelas na região HII. Porras et al. (2000) detectaram 92 estrelas nos filtros JHK, mas a população associada a PCS 2 é de 20 estrelas e a população de Sh2-233 SE é de 15 estrelas. A extinção média estimada para Sh2-233 SE é de  $A_V = 8.44 \pm 4.77$  e para PCS 2  $A_V = 15.06 \pm 3.48$ . A idade estimada para esses objetos é de 6 Myr para as estrelas de campo, 3 Myr para Sh2-233 SE e menos de 2 Myr para PCS 2. Mao & Zeng (2004) baseados na massa estimada por Porras et al. (2000) para os membros dos dois ECs, obtiveram a massa estelar de

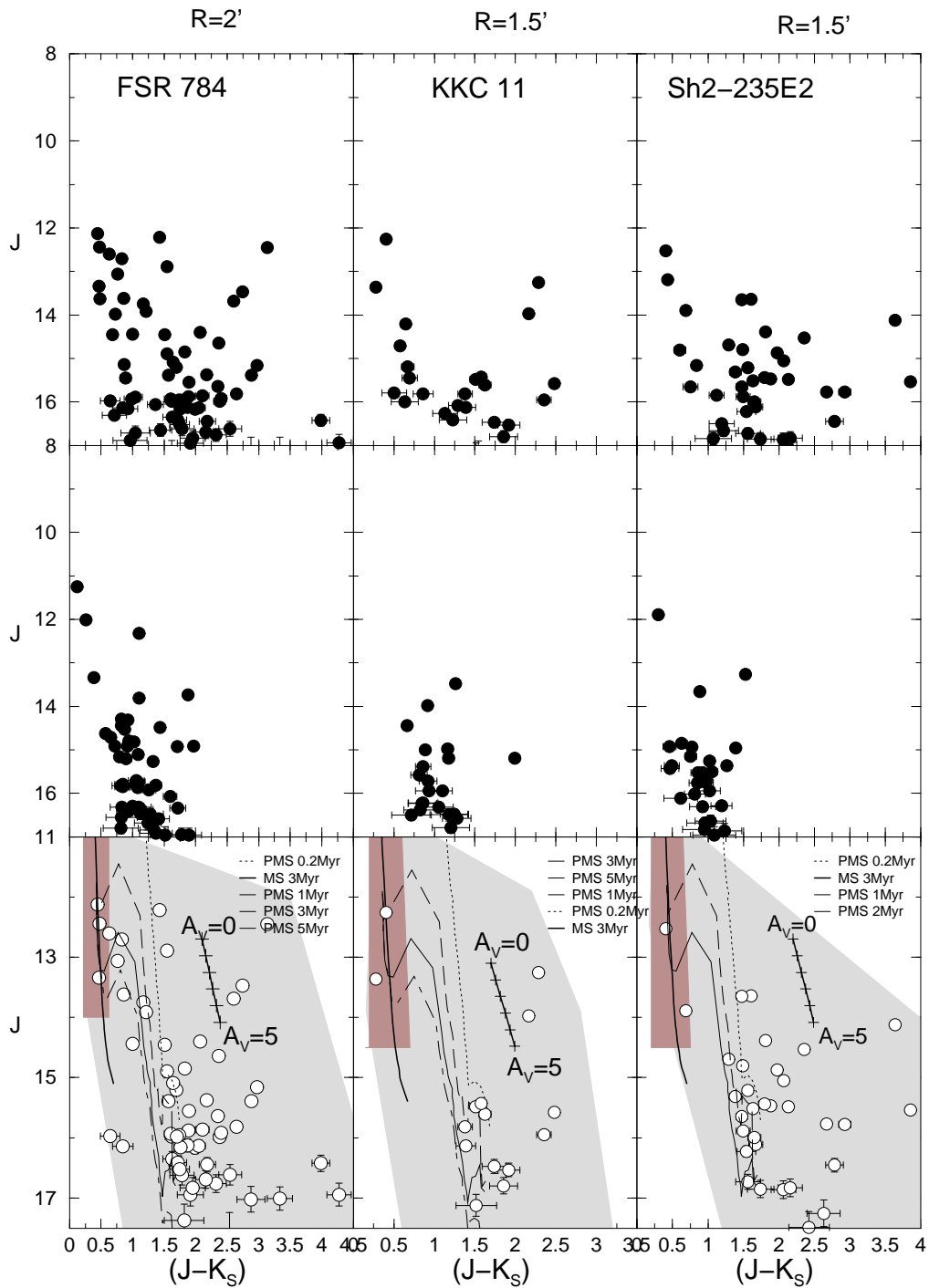


Figura 4.5: CMDs 2MASS da região central de FSR 784, KKC 11 e Sh2-235 E2, respectivamente. Painel superior: CMDs observados. Painel intermediário: campo de comparação de mesma área. Painel inferior: CMDs descontaminados das estrelas de campo com o ajuste de uma isócrona de Padova para a MS e Siess et al. (2000) para PMS acrescido do filtro CM. Mostramos o vetor avermelhamento para  $A_V = 0$  a 5.

$10.7 M_{\odot}$  para PCS 2 com uma eficiência de formação estelar (SFE) de  $\sim 4\%$ , e para Sh2-233 SE a massa estelar de  $38.4 M_{\odot}$  com uma SFE de  $\sim 47\%$ . Eles alertam para o fato de que a SFE de PCS 2 foi subestimada por causa do elevado valor estimado para o limite de incompleta para a massa que é de  $1 M_{\odot}$  e argumentam que a SFE de um aglomerado aumenta no decorrer do tempo, enquanto ele permanecer imerso na nuvem molecular. A diferença na SFE dos ECs indica que Sh2-233 SE é mais evoluído do que PCS 2. Jiang et al. (2001) chamaram Sh2-233 SE de S233 A e PCS 2 de S233 B. Segundo eles, Sh2-233 SE é um aglomerado infravermelho compacto e PCS 2 encontra-se em uma fase de maior imersão na nebulosa, o que indica que ele está em um estágio de formação anterior ao de Sh2-233 SE. Yan et al. (2010) derivaram as idades de 0.3, 0.5, e 1.5 Myr e massas de 45, 30, e  $107 M_{\odot}$  para Sh2-233 SE Cluster, PCS2 e estrelas de campo, respectivamente. A idade foi estimada através de uma simulação. Eles sugerem uma provável formação estelar sequencial para essa região.

A nebulosa G173.58 + 2.45 apresenta múltiplas fontes de *outflow*, típicas de regiões que apresentam YSOs (Wouterloot & Brand 1989, Shepherd & Churchwell 1996, Shepherd & Watson 2002, Varricatt et al. 2005). G173.58 + 2.45 apresenta um *outflow* massivo centrado próximo a IRAS 05361 + 3539 que parece corresponder a uma estrela *early-type* de tipo espectral B (Shepherd & Churchwell 1996, Shepherd & Watson 2002). No entanto, Varricatt et al. (2005) argumentam que IRAS 05361+3539 é provavelmente resultado da combinação de vários YSOs e que o jato mais estendido está associado a um sistema binário na região central de G173.58 + 2.45 Cluster (que chamaremos G173). A região central da nuvem molecular associada a G173 tem uma massa virial de  $672 M_{\odot}$  para uma distância ao Sol de 1.8 kpc (Shepherd & Watson 2002, Wouterloot & Brand 1989). Em Camargo et al. (2011) descobrimos um novo EC, CBB 1 (Fig. 4.2), a uma distância angular de  $\approx 1'$  de G173.

## 4.2 Análise dos Aglomerados Imersos

O CMD observado de um EC geralmente apresenta uma MS pouco populosa e relativamente vertical somada a uma PMS bem desenvolvida composta de estrelas fracas e avermelhadas (Bonatto & Bica 2009b, 2011a).

A estrutura de ECs populosos é geralmente caracterizada por um RDP com múltiplos picos distribuídos espacialmente ou centralmente concentrados com um RDP que ajusta uma lei de King (Lada & Lada 2003). Para os ECs de baixa massa e/ou em fase inicial de evolução o RDP, em geral, não ajusta um perfil de King (Soares

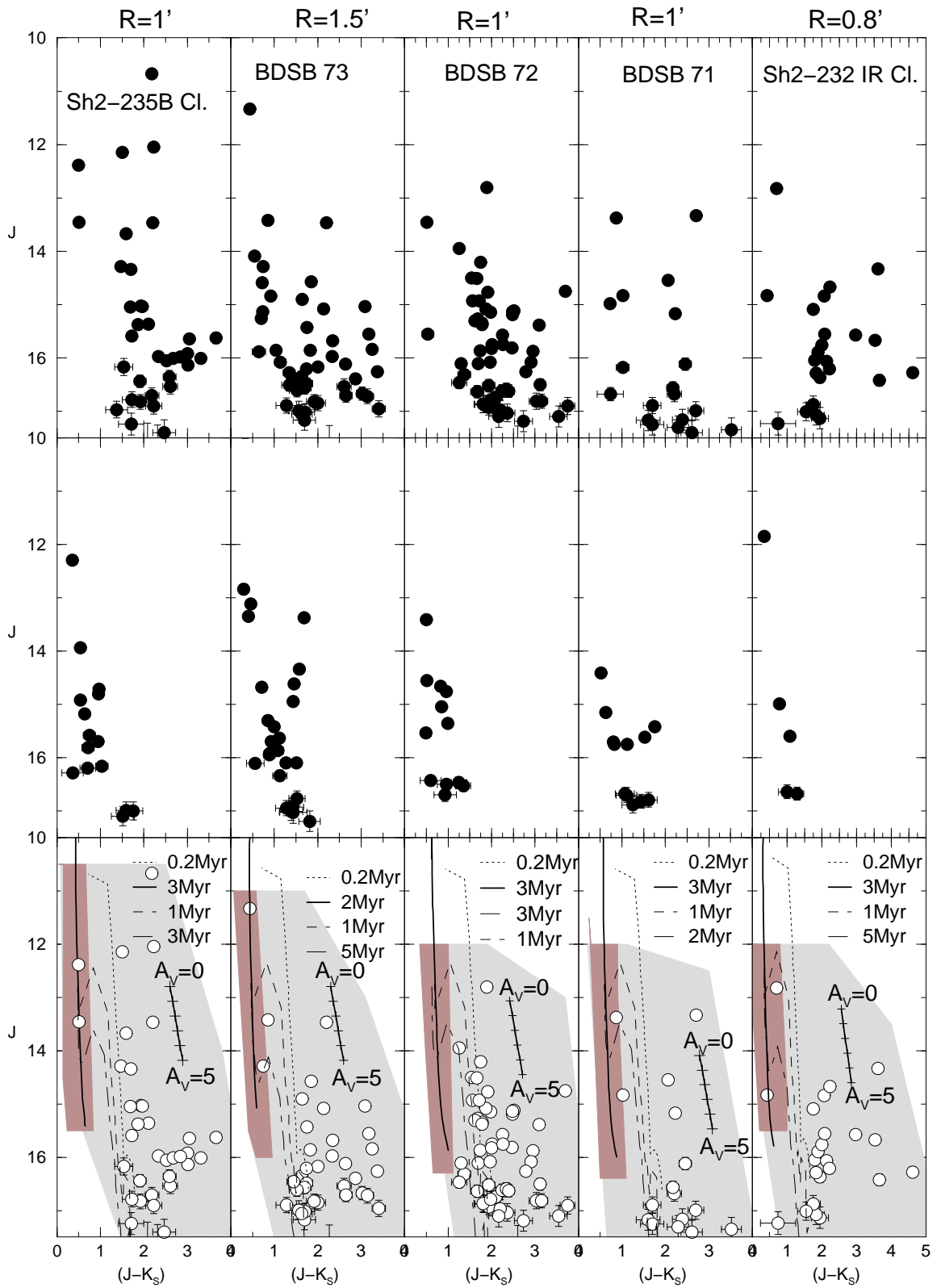


Figura 4.6: O mesmo da Fig. 4.5 para Sh2-235 B Cluster, BDSB 73, BDSB 72, BDSB 71 e Sh2-232 IR Cluster, respectivamente.

Tabela 4.3: Parâmetros estruturais derivados.

Cluster	(1')	$\sigma_{0K}$	$R_{core}$	$R_{RDP}$	$\sigma_{0K}$	$R_{core}$	$R_{RDP}$	$\Delta R$
	(pc)	(* pc <sup>-2</sup> )	(pc)	(pc)	(* <sup>-2</sup> )	()	()	()
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)
FSR 784	0.69	56.7 ± 4	0.25 ± 0.01	2.1 ± 0.7	27.0 ± 1.9	0.36 ± 0.02	3.0 ± 1.0	20 – 60
Sh2-235 E2	0.60	71.7 ± 25	0.13 ± 0.03	1.2 ± 0.3	25.8 ± 9.0	0.21 ± 0.05	2.0 ± 0.5	20 – 80
Sh2-235 Cl.	0.56	138 ± 27	0.10 ± 0.01	1.4 ± 0.3	43.3 ± 8.6	0.18 ± 0.02	2.5 ± 0.5	20 – 80

Notas da tabela. Col. 2: escala arcmin para parsec. Para minimizar o grau de liberdade no ajuste de um perfil de King no RDP, o  $\sigma_{bg}$  foi mantido fixo (medido no respectivo campo de comparação) enquanto  $\sigma_0$  e  $R_{core}$  foram deixados livres. Col. 9: anel do campo de comparação.

et al. 2005) apresentando picos e depressões comparáveis aos das estrelas de campo. A depressão na contagem de estrelas da região central de alguns ECs é provavelmente uma consequência da forte absorção por poeira, *crowding* ou *cores*. A absorção diferencial por poeira produz variações no RDP dos objetos da presente amostra e, além disso, esses objetos aparentemente não estão em equilíbrio virial.

#### 4.2.1 Sh2-235 Cluster e CBB 2

As coordenadas de Sh2-235 Cluster são:  $\alpha(J2000) = 05^h41^m07^s$  e  $\delta(J2000) = 35^\circ49'30''$  ou  $l = 173.634^\circ$  e  $b = 2.805^\circ$ . Para CBB 2 temos:  $\alpha(J2000) = 05^h41^m11^s$  e  $\delta(J2000) = 35^\circ50'10''$  ou  $l = 173.632^\circ$  e  $b = 2.822^\circ$ . Ambos estão imersos na região HII Sh2-235 e provavelmente sofrem a ação dos ventos estelares da estrela BD+35°1201 (Fig. 4.3).

A imagem 2MASS  $3' \times 3'$  na banda  $K_s$  desse par de ECs é mostrada na Fig. 4.2 e indica que estamos tratando de objetos muito jovens. Na Fig. 4.4 mostramos os CMDs do par de ECs Sh2-235 Cluster ( $R = 2.5'$  e  $R = 1'$ ) e CBB 2 ( $R = 1'$ ). O objetivo de tal procedimento é isolar a população de cada aglomerado e descartar a possibilidade de que estejamos trabalhando com um único objeto. Nos painéis superiores apresentamos os CMDs observados  $J \times (J - K_s)$  para os dois objetos. Nos painéis intermediários mostramos estrelas do campo de comparação extraídas de um anel externo aos objetos e de mesma área que a região central. Nos painéis inferiores mostramos os CMDs descontaminados e o filtro cor-magnitude (região hachurada) sobreposto ao CMD de cada objeto (Seção 2.1.1 e 2.2). O ajuste das isócronas de Pádova para a MS (Girardi et al. 2002), e Siess et al. (2000) para a PMS forneceram



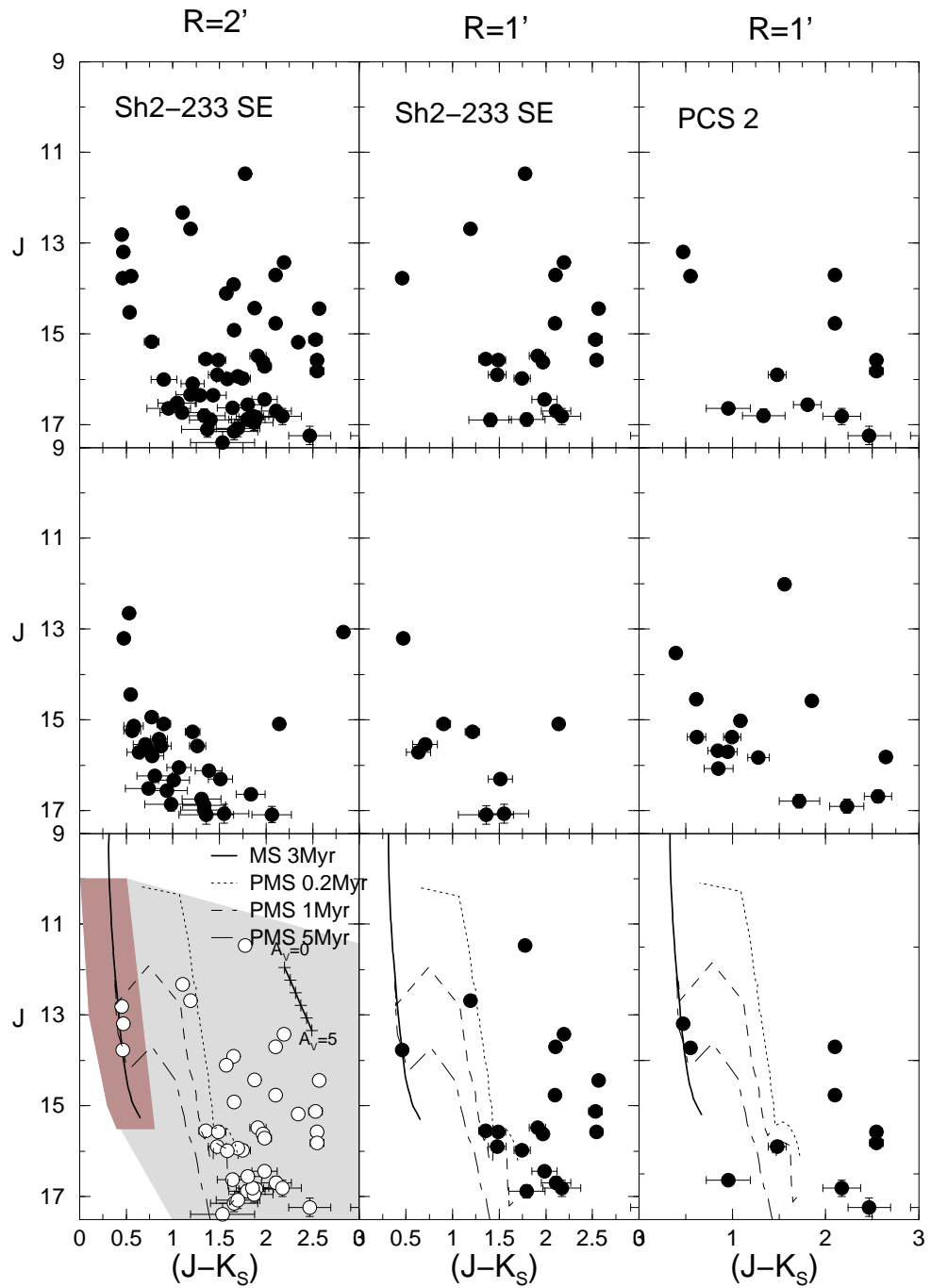


Figura 4.7: O mesmo da Fig. 4.4 para o par de aglomerados PCS 2 e Sh2-233SE.

a idade de  $5 \pm 2$  Myr para Sh2-235 Cluster e  $3 \pm 2$  Myr para CBB 2, o módulo de distância  $(m - M)_O = 11.5 \pm 0.1$  mag, o avermelhamento  $E(J - H) = 0.4 \pm 0.1$  mag ou  $E(B - V) = 1.2 \pm 0.3$  mag, a correção por absorção interestelar  $A_V = 3.77 \pm 1.0$  mag, a distância ao Sol  $d_\odot = 2.0 \pm 0.1$  kpc e o raio Galactocêntrico  $R_{GC} = 9.2 \pm 0.2$  kpc adotando  $R_\odot = 7.2$  kpc (Bica et al. 2006) e  $R_{GC} = 9.9 \pm 0.2$  kpc se considerarmos  $R_\odot = 8.0$  kpc (Reid 1993), resultados iguais para os dois objetos (Tab. 4.2) e estão de acordo com os resultados anteriormente obtidos (Georgelin et al. 1973).

O perfil de densidade radial (RDP) filtrado em cor-magnitude de Sh2-235 Cluster é mostrado na Fig. 4.11. Ele ajusta um perfil de King e podemos perceber a presença dos ECs vizinhos no perfil deste objeto. Os parâmetros estruturais derivados são a densidade central  $\sigma_{0K} = 43.32 \pm 8.6$  estrelas/*arcmin*<sup>2</sup> ou  $\sigma_{0K} = 138.1 \pm 27.4$  estrelas *pc*<sup>-2</sup>, o raio da região central  $R_{core} = 0.18 \pm 0.02$  arcmin ou  $R_{core} = 0.10 \pm 0.01$  pc e o raio do aglomerado  $R_{RDP} = 2.5 \pm 0.5$  arcmin ou  $R_{RDP} = 1.4 \pm 0.3$  pc. A escala é de  $1' = 0.56$  pc (Tab. 4.3). Na Tab. 4.5 mostramos as *cores* integradas e magnitudes para Sh2-235 Cluster, FSR 784 e Sh2-235E2. O RDP de CBB 2 (Fig. 4.12 apresenta flutuações em relação ao campo não ajustando um perfil de King e, por isso, não foi possível derivar os parâmetros estruturais para esse objeto.

### 4.2.2 FSR 784

Esse objeto apresenta as coordenadas equatoriais  $\alpha(J2000) = 05^h40^m46^s$  e  $\delta(J2000) = 35^\circ55'06''$  ou, em coordenadas Galácticas  $l = 173.517^\circ$  e  $b = 2.794^\circ$ .

A imagem 2MASS com  $3' \times 3'$  na banda  $K_s$  (Fig. 4.2) mostra que FSR 784 apresenta uma concentração de estrelas na região central. O CMD descontaminado e com o ajuste de isócronas de MS e PMS (Fig. 4.5) nos forneceu os parâmetros fundamentais de FSR 784. Os parâmetros derivados são a idade  $3 \pm 2$  Myr, o módulo de distância absoluto  $(m - M)_O = 13.0 \pm 0.1$  mag,  $E(J - H) = 0.4 \pm 0.1$  mag ou  $E(B - V) = 1.28 \pm 0.3$  mag, o  $A_V = 4.0 \pm 1.0$  mag, a distância ao Sol  $d_\odot = 2.4 \pm 0.5$  kpc e o raio Galactocêntrico  $R_{GC} = 9.2 \pm 0.2$  kpc para  $R_\odot = 7.2$  kpc (Bica et al. 2006) e  $R_{GC} = 10.38 \pm 0.2$  kpc para  $R_\odot = 8.0$  kpc (Reid 1993).

Os parâmetros estruturais foram derivados através do RDP construído com a fotometria 2MASS e o filtro cor-magnitude (Fig. 4.11). O perfil apresenta uma concentração central significativamente acima do campo e ajusta um perfil de King. A solução de melhor ajuste forneceu a densidade central  $\sigma_{0K} = 27.02 \pm 1.9$  estrelas/*arcmin*<sup>2</sup> ou  $\sigma_{0K} = 56.7 \pm 4.0$  estrelas *pc*<sup>-2</sup>, o raio de *core*  $R_{core} = 0.36 \pm 0.02$  arcmin

ou  $R_{core} = 0.25 \pm 0.01$  pc e o raio do aglomerado  $R_{RDP} = 3.0 \pm 1.0$  arcmin ou  $R_{RDP} = 2.1 \pm 0.7$  pc para uma escala de  $1' = 0.69$  pc (Tab. 4.3).

### 4.2.3 Sh2-235 E2

O EC Sh2-235 E2 tem como coordenadas  $\alpha(J2000) = 05^h41^m24^s$  e  $\delta(J2000) = 35^\circ52'21''$  ou  $l = 173.624^\circ$  e  $b = 2.878^\circ$ .

Na Fig. 4.2 mostramos a imagem 2MASS com  $3' \times 3'$  na banda  $K_s$  para Sh2-235 E2, na qual podemos perceber uma maior concentração de estrelas na região central. Os parâmetros fundamentais, obtidos a partir do CMD descontaminado são a idade  $3 \pm 2$  Myr,  $(m - M)_O = 11.6 \pm 0.5$  mag,  $E(J - H) = 0.4 \pm 0.1$  mag ou  $E(B - V) = 1.28 \pm 0.3$  mag, o  $A_V = 4.0 \pm 1.0$  mag, a distância ao Sol  $d_\odot = 2.1 \pm 0.5$  kpc ( $1.0' = 0.60$  pc) e o  $R_{GC} = 9.3 \pm 0.2$  kpc considerando  $R_\odot = 7.2$  kpc e  $R_{GC} = 10.07 \pm 0.54$  kpc para  $R_\odot = 8.0$  kpc (Tab. 4.2).

A estrutura de Sh2-235 E2 foi derivada a partir do RDP que segue um perfil de King apresentando um bom contraste em relação ao campo de comparação (Fig. 4.11), confirmando o que indica a imagem 2MASS. Os parâmetros derivados são  $\sigma_{0K} = 25.8 \pm 9.0$  estrelas/arcmin<sup>2</sup> ou  $\sigma_{0K} = 71.7 \pm 25.0$  estrelas pc<sup>-2</sup>,  $R_{core} = 0.21 \pm 0.05$  arcmin ou  $R_{core} = 0.13 \pm 0.03$  pc e o  $R_{RDP} = 2.0 \pm 0.5$  arcmin ou  $R_{RDP} = 1.2 \pm 0.3$  pc para uma escala de  $1' = 0.60$  pc (Tab. 4.3).

### 4.2.4 KKC 11

Esse objeto apresenta as coordenadas  $\alpha(J2000) = 05^h41^m30^s$  e  $\delta(J2000) = 35^\circ48'49''$  ou  $l = 173.685^\circ$  e  $b = 2.865^\circ$ .

A imagem 2MASS com  $3' \times 3'$  na banda  $K_s$  centrada nas coordenadas de KKC 11 é mostrada na Fig. 4.2 e os CMDs na Fig. 4.5. Derivamos para KKC 11, a partir do ajuste de isócronas de MS e PMS no CMD descontaminado, a idade  $3 \pm 2$  Myr, o módulo de distância absoluto  $(m - M)_J = 11.7 \pm 0.5$  mag, o avermelhamento  $E(J - H) = 0.35 \pm 0.1$  mag ou  $E(B - V) = 1.12 \pm 0.32$  mag, a extinção  $A_V = 3.5 \pm 1.0$  mag, a distância ao Sol  $d_\odot = 2.2 \pm 0.5$  kpc e o  $R_{GC} = 9.4 \pm 0.2$  kpc para  $R_\odot = 7.2$  kpc ou  $R_{GC} = 10.2 \pm 0.6$  kpc para  $R_\odot = 8.0$  kpc (Tab. 4.2). A escala obtida é de  $1.0' = 0.64$  pc.

O RDP do EC KKC 11 não ajustou um perfil de King e, por isso, não foi possível derivar os seus parâmetros estruturais. Para desvendar a estrutura de KKC

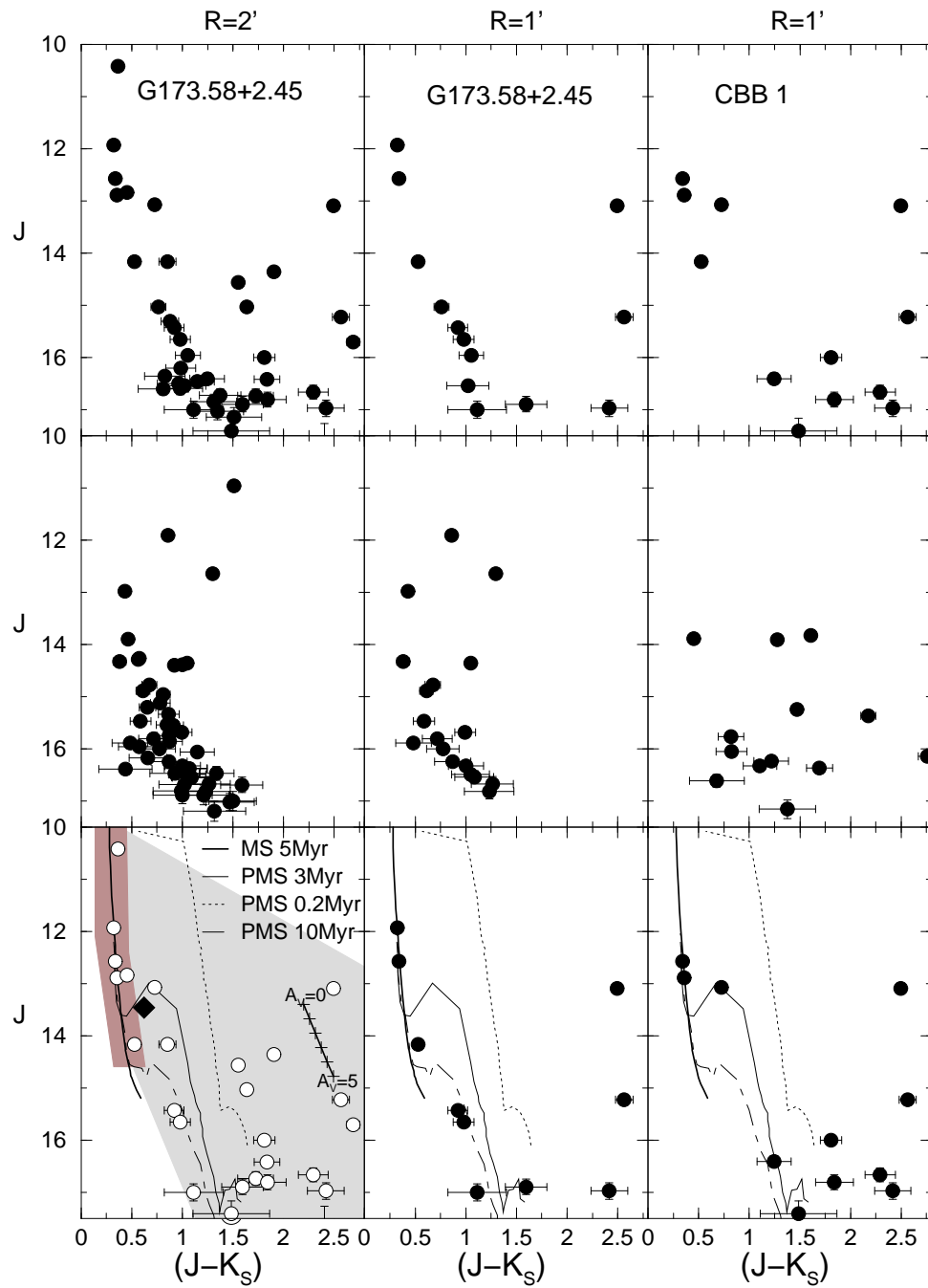


Figura 4.8: O mesmo da Fig. 4.4 para o par G173 e CBB 1. O losango é IRAS 05361+3539.

11 é necessário que ele seja estudado com um telescópio de maior resolução e maior abertura.

### 4.2.5 Sh2-235 B Cluster

O EC Sh2-235 B Cluster tem as coordenadas  $\alpha(J2000) = 05^h40^m53^s$  e  $\delta(J2000) = 35^\circ42'15''$  ou  $l = 173.712^\circ$  e  $b = 2.701^\circ$ .

A imagem 2MASS (Fig. 4.2) mostra que esse objeto apresenta múltiplos picos ou subestruturas. Na primeira coluna da Fig. 4.6 mostramos os CMDs de Sh2-235 B Cluster. No painel superior mostramos o CMD observado da região central do objeto ( $R=1'$ ). No painel intermediário apresentamos o CMD do campo de comparação extraído de um anel externo de mesma área da região central. No painel inferior mostramos o CMD descontaminado das estrelas de campo com o ajuste das isócronas de Padova para a MS e Siess para a PMS. Os filtros cor-magnitude são mostrados no CMD descontaminado. Podemos verificar que as sequências evolutivas sugeridas, principalmente, pelas isócronas de Siess não estão presentes no campo de comparação. A combinação das isócronas de MS e PMS nos forneceu uma idade de  $3 \pm 2$  Myr, o  $A_V = 3.8 \pm 1.0$  mag, a distância ao Sol de  $d_\odot = 2.1 \pm 0.5$  kpc e a distância ao centro Galáctico de  $R_{GC} = 9.3 \pm 0.2$  kpc (Tab. 4.2).

O perfil de densidade radial de Sh2-235 B Cluster apresenta múltiplos picos e depressões confirmando o que mostra a imagem 2MASS (Fig. 4.2). Apesar do bom contraste de densidade em relação ao campo, as flutuações do perfil não permitiram o ajuste de um perfil de King e, em consequência não foi possível desvendar a estrutura desse objeto. Os ECs vizinhos BDSB 71, BDSB 72 e BDSB 73 participam do RDP de Sh2-235 B Cluster intensificando as flutuações.

A análise da imagem 2MASS com seus múltiplos picos, a comparação dos CMDs observado e descontaminado com o CMD do campo de comparação e o RDP com suas flutuações indicam que Sh2-235 B Cluster é um aglomerado em formação constituído basicamente de estrelas PMS.

### 4.2.6 BDSB 73

BDSB 73 está localizado em  $\alpha(J2000) = 05^h40^m55^s$  e  $\delta(J2000) = 35^\circ44'08''$  ou em coordenadas Galácticas  $l = 173.688^\circ$  e  $b = 2.723^\circ$ .

Na Fig. 4.2 mostramos a imagem 2MASS  $3' \times 3'$  na banda  $K_s$  para o objeto e na Fig. 4.6 (segunda coluna) apresentamos os CMDs observado, do campo de comparação

Tabela 4.4: Massa estelar estimada para os ECs mais populosos.

Cluster	MS		PMS		MS + PMS		
	$\Delta m_{MS}$	$N$	$M$	$N$	$M$	$N$	$M$
	( $M_{\odot}$ )	(stars)	( $M_{\odot}$ )	(stars)	( $M_{\odot}$ )	(stars)	( $M_{\odot}$ )
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)
FSR 784	2.90-4.30	$3 \pm 1$	$9 \pm 4$	$65 \pm 15$	$39 \pm 9$	$68 \pm 16$	$48 \pm 13$
Sh2-235E2	2.50-5.25	$6 \pm 2$	$24 \pm 9$	$41 \pm 6$	$25 \pm 4$	$47 \pm 8$	$49 \pm 13$
Sh2-235 Cl.	1.30-6.25	$5 \pm 2$	$22 \pm 7$	$67 \pm 15$	$40 \pm 9$	$72 \pm 17$	$62 \pm 16$

Notas da tabela. Col. 2: intervalo de massas da MS. Cols. 3-6: conteúdo estelar da MS e PMS. Cols. 7-8: conteúdo estelar total (MS+PMS).

e descontaminado. O ajuste das isócronas permitiu estimar a idade de  $3 \pm 2$  Myr, o  $A_V = 3.8 \pm 1.0$  mag, a distância do objeto ao Sol de  $d_{\odot} = 2.1 \pm 0.5$  kpc e o raio Galactocêntrico  $R_{GC} = 9.3 \pm 0.2$  kpc (Tab. 4.2).

A exemplo de Sh2-235 B Cluster, BDSB 73 também apresenta um RDP muito irregular e com a presença de seus vizinhos na região externa do perfil. Os parâmetros estruturais requerem fotometria mais profunda para serem derivados.

#### 4.2.7 BDSB 72

As coordenadas de BDSB 72 são  $\alpha(J2000) = 05^h40^m54^s$  e  $\delta(J2000) = 35^{\circ}40'22''$  que em coordenadas Galácticas são  $l = 173.740^{\circ}$  e  $b = 2.687^{\circ}$ .

A imagem 2MASS mostrada na Fig. 4.2 e os CMDs apresentados na terceira coluna da Fig. 4.6 indicam que trata-se de um caso limite e que uma fotometria mais profunda é necessária para confirmar os parâmetros de BDSB 72. O CMD descontaminado sugere um EC formado exclusivamente de estrelas de PMS. O ajuste das isócronas nos forneceram a idade igual a  $3 \pm 2$  Myr, o  $A_V = 3.8 \pm 1.0$  mag, a  $d_{\odot} = 2.1 \pm 0.5$  kpc e  $R_{GC} = 9.3 \pm 0.5$  kpc, como mostra a Tab. 4.2.

O RDP do objeto apresenta uma depressão na região central e não ajusta uma lei de King.

#### 4.2.8 BDSB 71

Esse objeto está localizado em  $\alpha(J2000) = 05^h40^m51^s$  e  $\delta(J2000) = 35^{\circ}38'20''$  ou  $l = 173.763^{\circ}$  e  $b = 2.660^{\circ}$ .

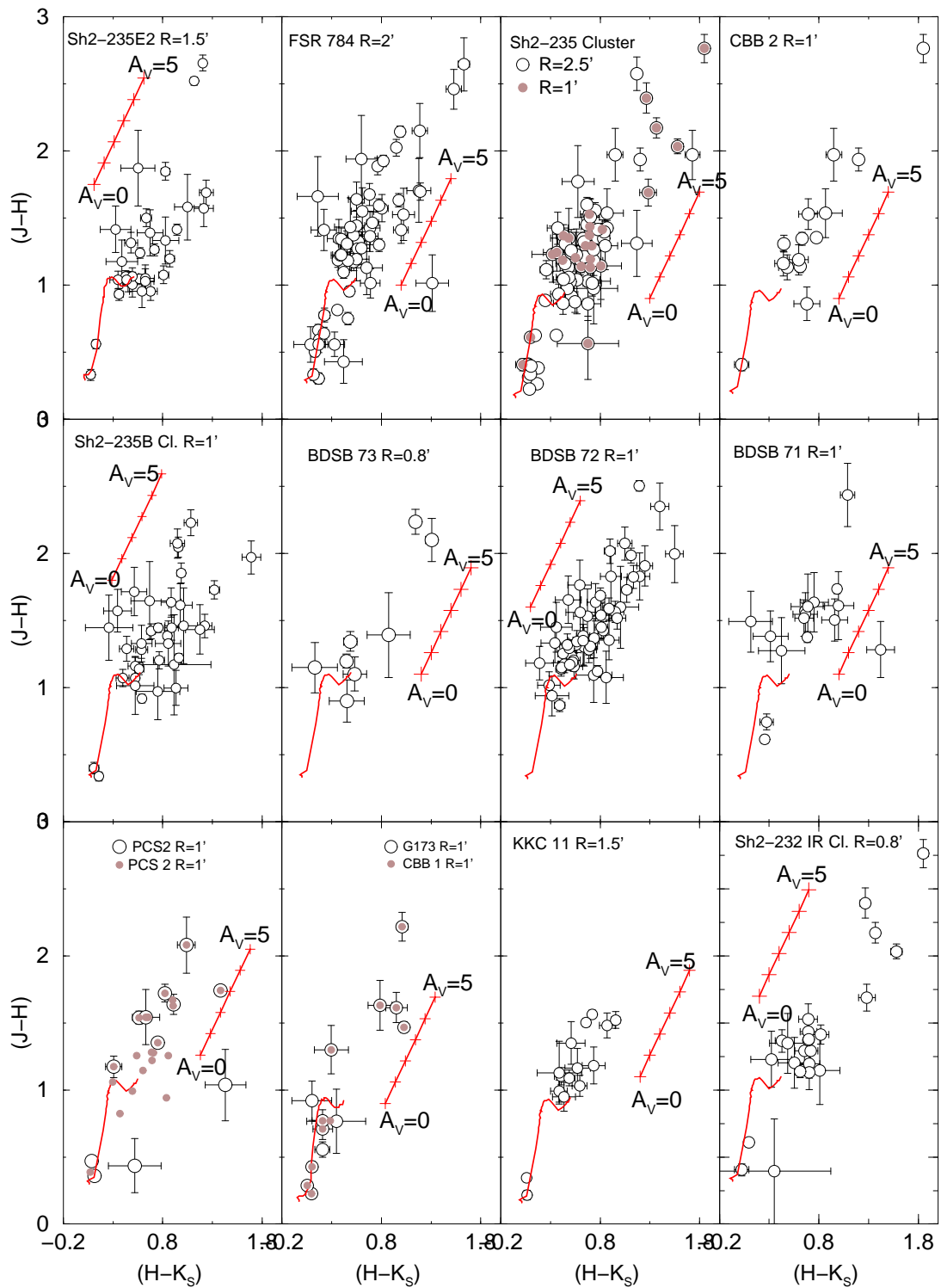


Figura 4.9: Diagrama cor-cor para a fotometria descontaminada. Isócronas de Siess et al. (2000) e o vetor avermelhamento são usados com a distribuição de PMS.

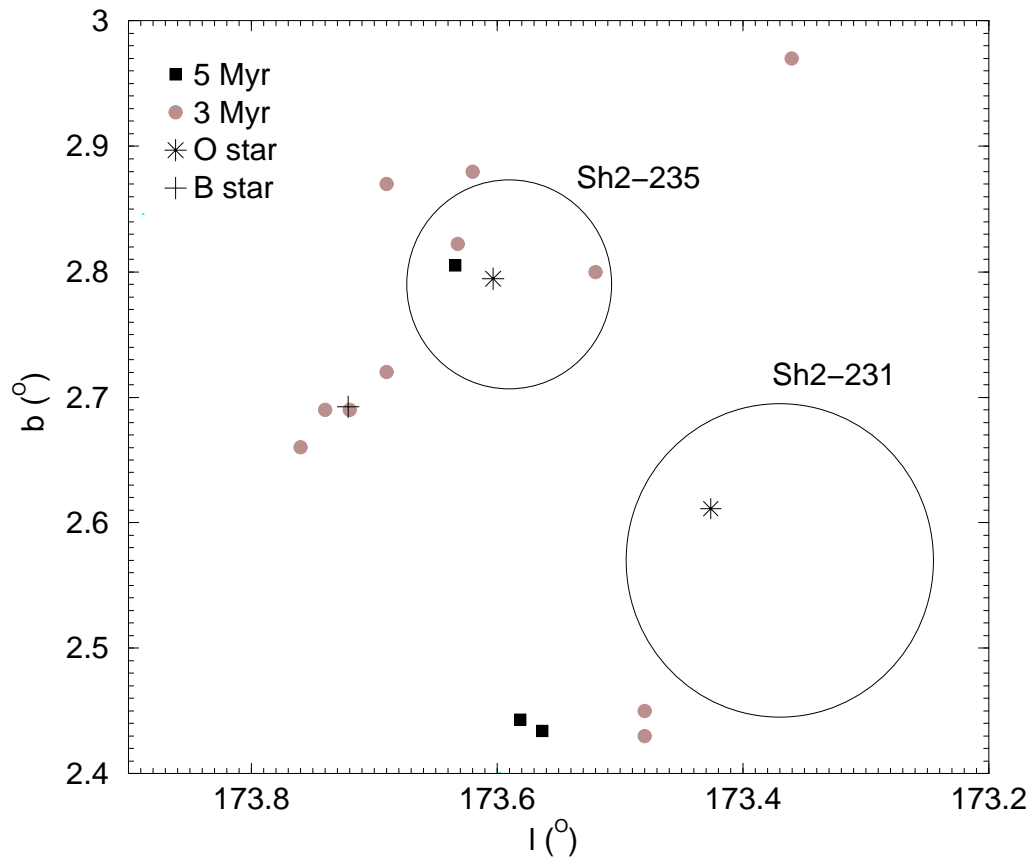


Figura 4.10: Mapa esquemático de idades. Círculos e quadrados preenchidos são aglomerados estelares, asteriscos são estrelas de tipo O, e o sinal de mais é uma estrela de tipo B. O mapa também mostra as nebulosas Sh2-235 e Sh2-231 como referência.

BDSB 71 é um EC pouco populoso (Figs. 4.2 e 4.6) e constituído principalmente por estrelas de PMS. O ajuste, principalmente das isócronas de PMS sugerem uma idade de  $3 \pm 2$  Myr, o  $A_V = 3.8 \pm 1.0$  mag, a  $d_{\odot} = 2.0 \pm 0.4$  kpc e  $R_{GC} = 9.2 \pm 0.4$  kpc.

O perfil de densidade do objeto não segue um perfil de King, apresentando flutuações significativas em relação ao campo de comparação.

#### 4.2.9 Sh2-232 IR Cluster

Sh2-232 IR Cluster tem como coordenadas  $\alpha(J2000) = 05^h 41^m 06^s$  e  $\delta(J2000) = 36^{\circ}09'00''$  ou  $l = 173.356^{\circ}$  e  $b = 2.973^{\circ}$ .



A imagem 2MASS Sh2-232 IR Cluster mostra uma concentração maior de estrelas na região central (Figs. 4.2). Os CMDs desse objeto são apresentados na Fig. 4.6 e podemos verificar que a maioria de suas estrelas são PMS muito avermelhadas. Os parâmetros derivados são a idade  $3 \pm 2$  Myr,  $(m - M)J = 12.8 \pm 0.5$  mag  $E(J - H) = 0.50 \pm 0.10$  mag  $E(B - V) = 1.60 \pm 0.32$  mag, o  $A_V = 5.0 \pm 1.2$  mag, a distância ao Sol  $d_{\odot} = 1.9 \pm 0.5$  kpc e a distância ao centro de Galáxia de  $R_{GC} = 9.1 \pm 0.5$  kpc. Para esse objeto a escala é de  $1' = 1.68$  pc.

Mostramos o RDP de Sh2-232 IR Cluster na Fig. 4.12 e podemos perceber que ele apresenta um bom contraste em relação ao campo de comparação, confirmando o que a imagem 2MASS mostra. Apesar do bom contraste objeto/campo, principalmente na região central, o ajuste de um perfil de King não foi possível.

A imagem 2MASS, os CMDs e o RDP indicam a presença de um aglomerado nessa região. A análise desse EC com uma fotometria mais profunda provavelmente desvendará a sua estrutura.

#### 4.2.10 Sh2-233 SE Cluster e PCS 2

As coordenadas de Sh2-233 SE Cluster são  $\alpha(J2000) = 05^h39^m10^s$  e  $\delta(J2000) = 35^{\circ}45'15''$  ou  $l = 173.484^{\circ}$  e  $b = 2.432^{\circ}$ . Para PCS 2 temos,  $\alpha(J2000) = 05^h39^m13^s$  e  $\delta(J2000) = 35^{\circ}45'53''$  ou  $l = 173.481^{\circ}$  e  $b = 2.446^{\circ}$ .

Na Fig. 4.2 mostramos a imagem 2MASS com  $3' \times 3'$  na banda  $K_s$  centrada nas coordenadas de Sh2-233 SE Cluster. Os CMDs  $J \times (J - K_s)$  construídos com a fotometria 2MASS e centrada nas coordenadas de cada objeto são mostrados na Fig. 4.7. Construímos os CMDs com  $R = 1'$  centrado em cada um dos objetos e com  $R = 2'$  centrado em Sh2-233 SE Cluster que é uma composição de ambos. A maioria das estrelas da região é de PMS, o que está de acordo com a Fig. 4.2 que sugere objetos jovens imersos em nuvens de poeira. Derivamos, através do ajuste de isócronas, a idade de  $3 \pm 2$  Myr, a distância do objeto ao Sol de  $d_{\odot} = 2.2 \pm 0.5$  kpc e o raio Galactocêntrico  $R_{GC} = 9.4 \pm 0.5$  kpc ( $R_{\odot} = 7.2$  kpc) ou  $R_{GC} = 10.2 \pm 0.1$  kpc ( $R_{\odot} = 8.0$  kpc) para os dois objetos (Tab. 4.2), para uma escala de  $1.0' = 0.64$  pc. O módulo de distância aparente derivado para Sh2-233 SE Cluster é  $(m - M)_J = 12.70 \pm 0.10$  mag, o avermelhamento  $E(J - H) = 0.35 \pm 0.01$  mag ou  $E(B - V) = 1.12 \pm 0.03$  mag e correção por absorção interestelar é de  $A_V = 3.8 \pm 0.8$  mag para Sh2-233 SE Cluster e de  $A_V = 3.8 \pm 1.0$  mag para PCS 2. Como a incerteza na idade é grande

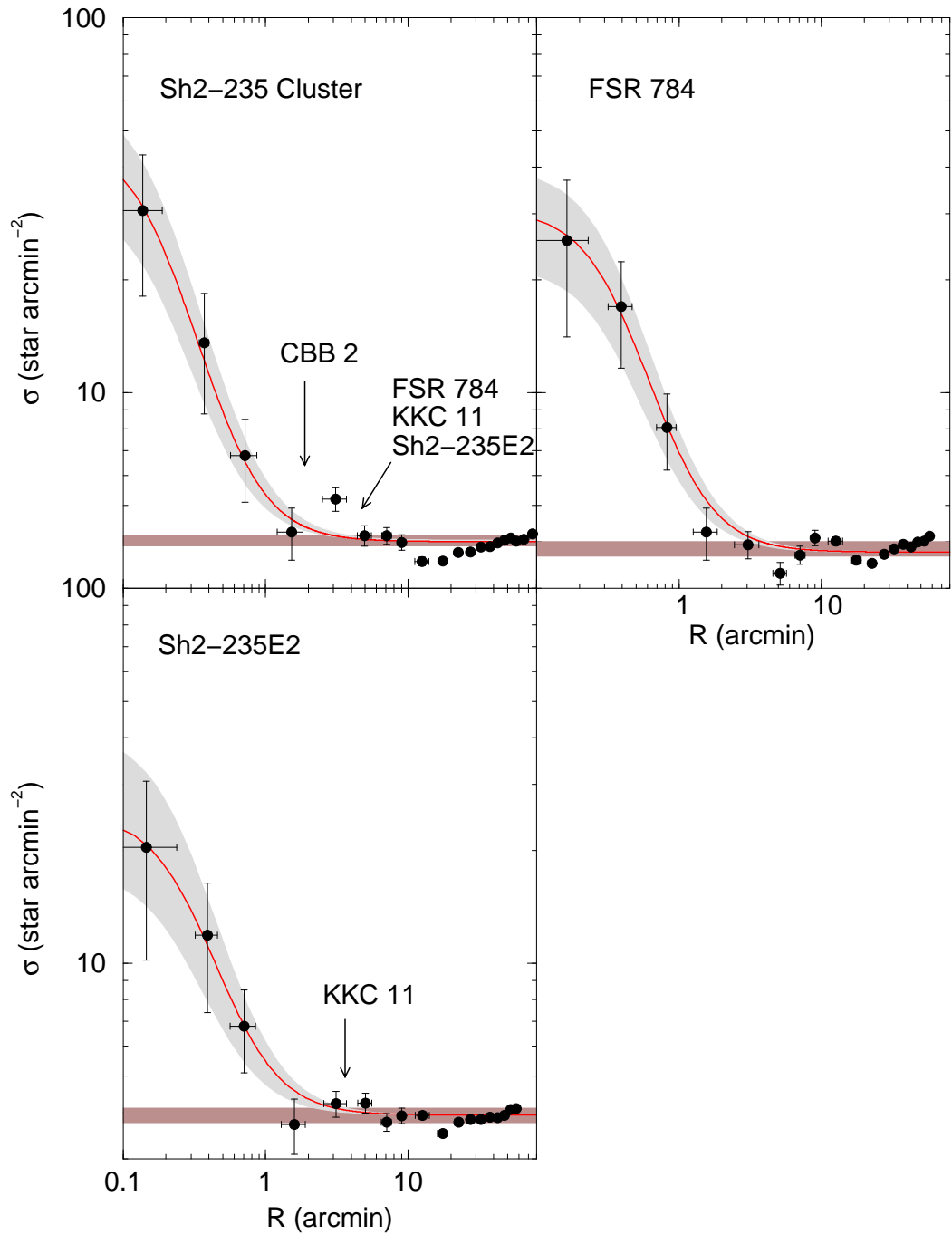


Figura 4.11: Perfil de densidade radial (círculos cheios) construído com a fotometria filtrada em cor-magnitude, centrada nas coordenadas de Sh2-235 Cluster, FSR 784 e Sh2-235E2. Linha sólida: melhor ajuste por um perfil King. Região hachurada: representa a incerteza de  $1\sigma$  no ajuste. Retângulo horizontal hachurado: representa a contribuição das estrelas de campo. Aglomerados contaminantes nas asas das distribuições são indicados.

derivamos a mesma idade para os dois objetos, mas a análise da Fig. 4.2 sugere que PCS 2 é mais jovem do que Sh2-233 SE Cluster.

Mostramos o perfil de densidade radial desse par de ECs na Fig. 4.12. O RDP de Sh2-233 SE Cluster apresenta um bom contraste em relação ao campo de comparação e sugere que os dois objetos formam estruturas distintas, visto que o provável raio do aglomerado ( $R_{RDP}$ ) é inferior a  $1'$  arcmin. Entretanto, não foi possível ajustar uma lei de King para esse objeto, de modo que não derivamos os seus parâmetros estruturais. O perfil de PCS 2 apresenta uma depressão na região central do EC, o que é esperado para um aglomerado em fase inicial de formação (Soares et al. 2005) e com intensa absorção por poeira, *crowding* ou *cores* estruturados e que está sendo analisado com a fotometria 2MASS.

#### 4.2.11 G173.58 + 2.45 Cluster e CBB 1

Os círculos na Fig. 4.2 (imagem 2MASS centrada nas coordenadas de CBB 1) indicam a região central de cada objeto do par de ECs. As coordenadas de G173 são  $\alpha(J2000) = 05^h39^m28^s$  e  $\delta(J2000) = 35^\circ40'43''$  ou  $l = 173.581^\circ$  e  $b = 2.443^\circ$  e as de CBB 1 são  $\alpha(J2000) = 05^h39^m23^s$  e  $\delta(J2000) = 35^\circ41'22''$  e em coordenadas Galácticas  $l = 173.563^\circ$  e  $b = 2.434^\circ$ .

Os CMDs observados, das estrelas de campo e descontaminado, para G173 ( $R = 2'$  e  $R = 1'$ ) e CBB 1 ( $R = 1'$ ) são mostrados na Fig. 4.8 com o ajuste de uma isócrona de Padova de 5 Myr e isócronas de Siess 0,2 – 10 Myr. As soluções de melhor ajuste nos forneceram a idade  $5 \pm 3$  Myr,  $(m - M)J = 13.00 \pm 0.10$  mag,  $E(J - H) = 0.35 \pm 0.01$  mag,  $E(B - V) = 1.12 \pm 0.03$  mag o  $A_V = 3.5 \pm 0.9$  mag, a distância ao Sol  $d_\odot = 2.5 \pm 0.2$  kpc e a distância ao centro Galáctico de  $R_{GC} = 9.8 \pm 0.2$  kpc para  $R_\odot = 7.2$  kpc ou  $R_{GC} = 10.5 \pm 0.2$  kpc para  $R_\odot = 8.0$  kpc. A escala é de  $1' = 0.74 pc$ .

Os dois ECs apresentam RDP com excesso de estrelas em relação ao campo, na região central (Fig. 4.12). No entanto, as barras de erro são grandes e o perfil apresenta flutuações características de objetos nesse estágio evolutivo, por esse motivo, não foi possível derivar a estrutura desse par de ECs.

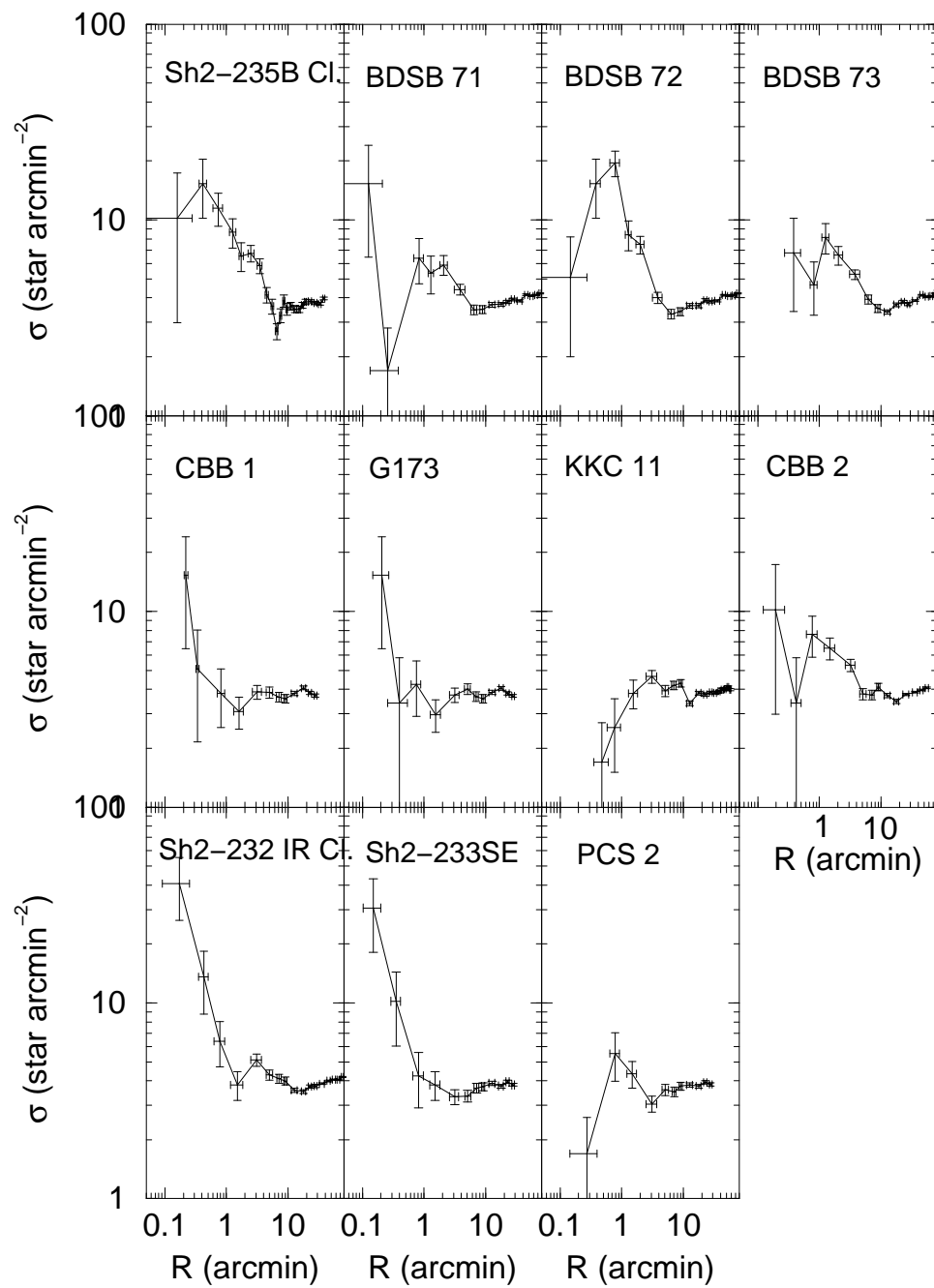


Figura 4.12: RDPs para os ECs restantes construídos com a fotometria filtrada em cor-magnitude.

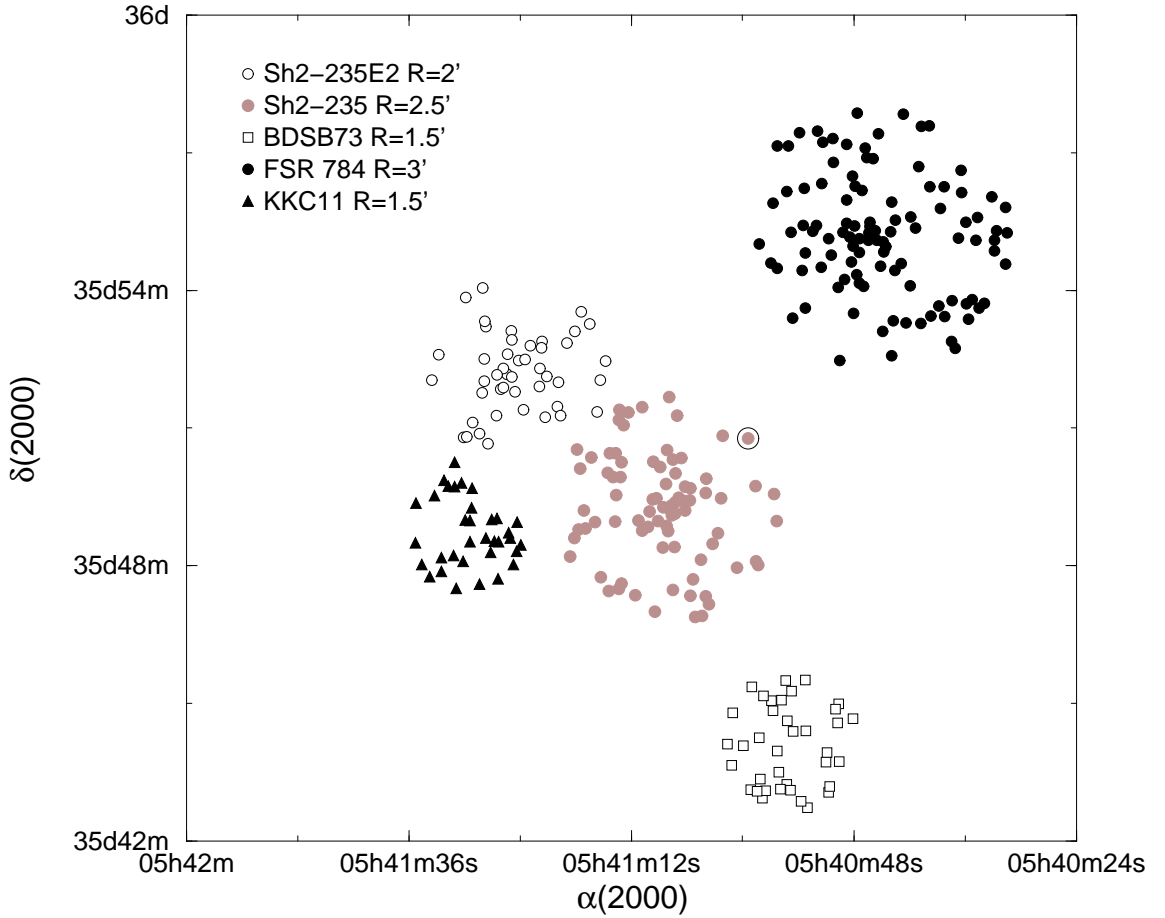


Figura 4.13: Distribuição angular do conteúdo estelar descontaminado das estrelas de campo para FSR 784, Sh2-235, Sh2-235E2, KKC 11 e BDSB 73. A estrela BD+35°1201 é indicada através de um círculo aberto em torno da estrela.

### 4.3 Determinação da Massa

Dada a reduzida população de estrelas na MS de nossa amostra de ECs, nós simplesmente contamos estrelas nos CMDs (na região  $R < R_{RDP}$ ), e somamos as suas massas que foram estimadas a partir da relação massa-luminosidade implícita no ajuste das respectivas isócronas. Para as estrelas de PMS o procedimento adotado foi o descrito na Sec. 3.4. Estimamos as massas de FSR 784, Sh2-235 E2 e Sh2-235 Cluster (Tab. 4.4).

Sh2-235 Cluster é composto de  $72 \pm 17$  estrelas e possui uma massa de  $62 \pm 16 M_{\odot}$ . Detectamos, para FSR 784, um total de  $68 \pm 16$  estrelas somando uma massa estelar de  $48 \pm 13 M_{\odot}$  e para Sh2-235 E2 estimamos uma massa de  $49 \pm 13 M_{\odot}$  para um total de estrelas de  $47 \pm 8$  (Tab. 4.4).

Tabela 4.5: Cores e magnitudes integradas.

Cluster	Magnitude						Colour	
	Apparent			Absolute			Reddening Corrected	
	$J$	$H$	$K_s$	$J$	$H$	$K_s$	$(J - H)$	$(J - K_s)$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)
FSR 784	12.9	9.7	8.8	-0.02	-2.8	-4.0	$2.82 \pm 0.14$	$3.57 \pm 0.14$
Sh2-235 E2	13.2	11.7	10.6	0.5	-0.6	-1.5	$1.11 \pm 0.33$	$1.99 \pm 0.31$
Sh2-235 Cl.	8.5	8.2	7.9	-4.0	-4.0	-4.0	$-0.05 \pm 0.04$	$0.01 \pm 0.04$

Notas da tabela Col. 2-4: magnitude aparente. Cols. 5-7: magnitude absoluta. Cols. 8-9: cores  $(J - H)$  e  $(J - K_s)$ .

## 4.4 Discussão

A presente amostra de ECs sugere algum espalhamento em idade indicado principalmente pelas estrelas de PMS. Fato esse, que pode sugerir formação sequencial de estrelas (Fig. 4.13). Entretanto, a extinção visual de alguns ECs é muito menor do que o valor observado para estrelas individuais nesses aglomerados, o que sugere que essas estrelas estão provavelmente imersas em estruturas densas, explicando o valor elevado da extinção estimada em trabalhos anteriores, especialmente aqueles que se baseiam na análise de estrelas individuais.

As Figs. 4.2, 4.3 e 4.11, junto com a idade derivada para Sh2-235 Cluster ( $\approx 5$  Myr), indicam que a estrela de tipo O ( $\approx 1$  Myr) não pertence a este aglomerado. Uma possível explicação para a presença da estrela tipo O próximo desse aglomerado é que ventos de Sh2-235 Cluster, ao colidir com o gás circundante, poderia ter originado essa estrela, CBB 2 e outros aglomerados na vizinhança. Assumindo  $v \approx 20 \text{ km s}^{-1}$  para o gás denso envolvido na expansão (Kirsanova et al. 2008), Sh2-235 Cluster poderia ser responsável pela formação sequencial de estrelas ao longo da região de  $\approx 10$  pc de raio (Fig. 4.11), o que inclui os aglomerados alinhados na direção sudoeste. A formação sequencial de estrelas também é possível para os pares de aglomerados G173 e CBB 1, e Sh2-233SE Cluster e PCS 2. Recentemente, Dewangan & Anandarao (2011) assinalaram que a formação estelar continua ocorrendo em Sh2-235, principalmente nos ECs. Eles identificaram 86 Class 0/I e 144 Class II YSOs, o que reforça a possibilidade de um evento de formação sequencial de estrelas.

Simulações de N-corpos de aglomerados estelares massivos que incluem o efeito da remoção do gás primordial (e.g. Goodwin & Bastian 2006) mostram que a fase

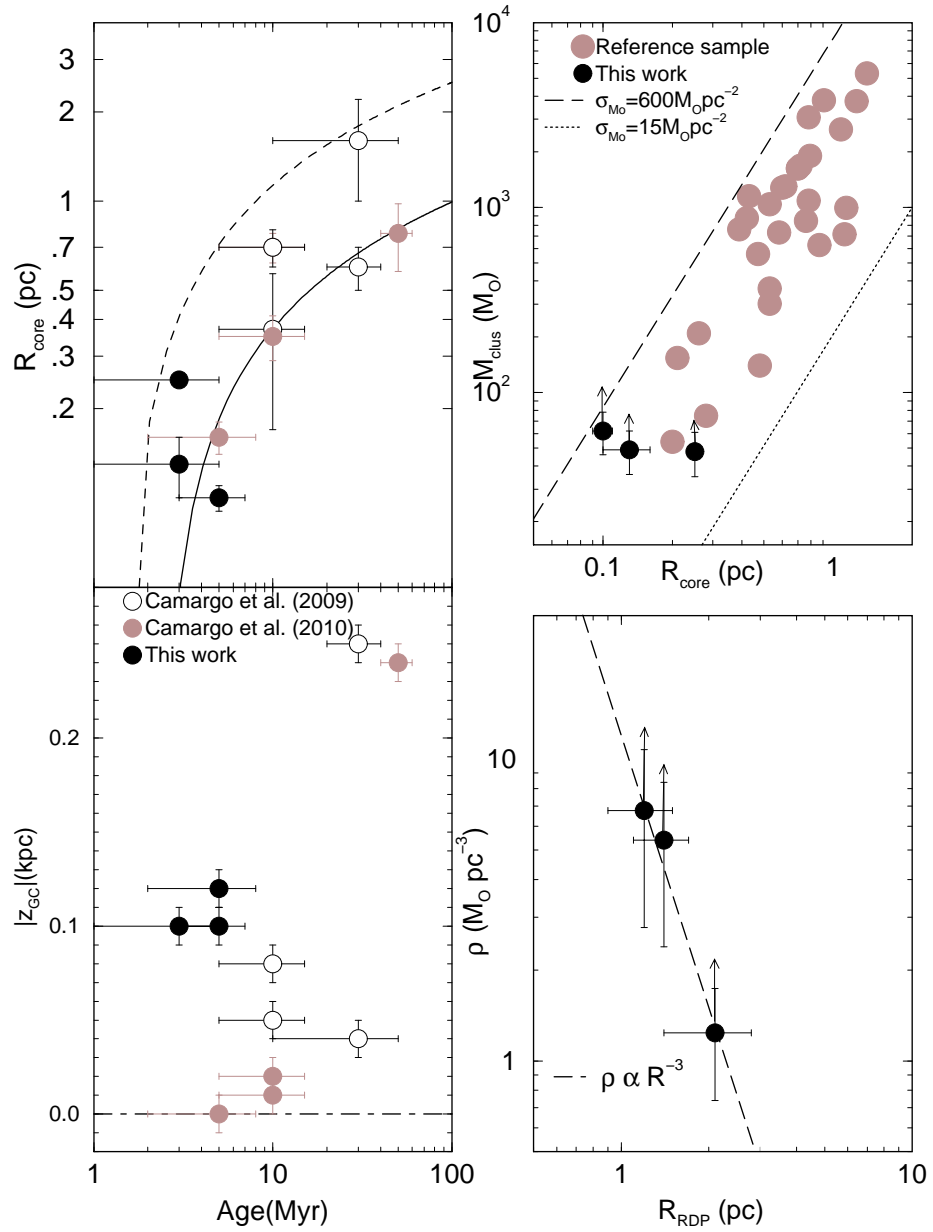


Figura 4.14: Propriedades dos presentes ECs comparados com os da literatura. Painel superior esquerdo: relação entre a idade e  $R_{core}$ . A linha tracejada é o ajuste logarítmico de Bastian et al. (2008) ( $R_{core}(pc) = 0.6 \times \ln(age[Myr]) - 0.25$ ) para os aglomerados de M51. A linha sólida é o nosso ajuste para aglomerados da Galáxia. Painel inferior esquerdo:  $|z_{GC}|$  para os aglomerados do painel superior esquerdo. Painel superior direito: relação entre o  $R_{core}$  e a massa do aglomerado ( $M_{clus} = 13.8\sigma_{M0}R_c^2$ ) para diferentes valores de  $\sigma_{M0}$ ; os OCs de referência são mostrados como círculos coloridos. Círculos pretos cheios: OCs da nossa amostra. Painel inferior direito: relação densidade  $\rho$  vs. raio do aglomerado. As setas indicam que determinamos o limite inferior para a massa e densidade dos aglomerados.

de dramática expansão do raio de *core*, por causa da redução do potencial gravitacional, pode chegar a cerca de 10-30 Myr. Por outro lado, a segregação de massa pode conduzir a uma fase de contração do raio de *core*, com as estrelas massivas mais concentradas na região central enquanto as estrelas de baixa massa são transferidas para as regiões externas do aglomerado. Neste contexto, sugerimos que muitos objetos da nossa amostra não removeram completamente o gás primordial não usado na formação estelar e não estão na fase de expansão. Em função disso os raios de *core* e do aglomerado permanecem pequenos. No entanto, esses ECs podem ser também intrinsecamente pequenos.

Lada & Lada (2003) argumentam que a estrutura dos ECs reflete a estrutura básica no gás molecular denso do qual eles se formaram e sugerem duas estruturas possíveis para esses aglomerados: aquela similar aos OCs clássicos (radialmente concentrados e que seguem um perfil de King) e a que exibe um RDP com múltiplos picos. O último tipo de EC apresenta uma estrutura tipo fractal com pequenas subestruturas ou mini-aglomerados que são provavelmente uma consequência do fato de que estes objetos são formados no interior de GMCs com subestruturas fractais (Schmeja et al. 2008, Lomax et al. 2011, Sánchez et al. 2010, e suas referências). Um EC evolue com o tempo e seu destino dependerá dos processos de dissolução, a que será submetido. Se o EC suportar a ação dos mecanismos de dissociação, ele poderá evoluir para uma distribuição de estrelas centralmente concentrada ou um aglomerado gravitacionalmente ligado. Caso contrário, o seu destino será uma distribuição de estrelas aproximadamente homogênea que provavelmente irá se dispersar. Esse pode ser o caso dos ECs de baixa massa e pares ou múltiplos ECs (Figs. 4.4 a 4.8). Seria importante que os aglomerados menos populosos e com RDPs irregulares (Fig. 4.12) fossem observados com fotometria mais profunda. O estudo das estrelas de PMS fracas pode contribuir para a construção de uma melhor amostra de RDPs, como os apresentados pelos ECs mais populosos e massivos da nossa amostra (Fig. 4.11). Na Fig. 4.13 mostramos a distribuição angular de estrelas na fotometria descontaminada das estrelas de campo para três ECs que seguem um perfil tipo King (FSR 784, Sh2-235 Cluster e Sh2-235E2) e dois casos representativos de objetos que não seguem tal perfil (KKC 11 e BDSB 73). Os primeiros são centralmente concentrados e apresentam simetria aproximadamente circular. As cavidades e sobredensidades na distribuição estelar (Fig. 4.13) podem ser vistas como sulcos e depressões no RDP (Fig. 4.11). Por outro lado, objetos como BDSB 73 que não são centralmente concentrados e KKC 11 com uma forma mais alongada não seguem um perfil tipo King. Os múltiplos picos



nos RDPs desses ECs podem ser resultado de uma estrutura fractal (Cartwright & Whitworth 2004, Gutermuth et al. 2005). Se esses objetos sobreviverem à expulsão do gás primordial, poderão sofrer eventos de fusão evoluindo para uma estrutura que segue um perfil de King.

Como já exposto na Sec. 3.5, quando a densidade de massa de um aglomerado estelar segue um perfil tipo King (Bonatto & Bica 2008), a massa do aglomerado ( $M_{\text{clus}}$ ) pode ser expressa como uma função do raio de *core* e da densidade de massa superficial da região central ( $\sigma_{M0}$ ) de acordo com  $M_{\text{clus}} \approx 13.8\sigma_{M0} R_C^2$  (Bonatto & Bica 2009b). Na Fig. 4.14 (painel superior direito) mostramos a distribuição dos ECs mais populosos da nossa amostra, no plano raio de *core* (Tab. 4.3) *vs* massa do EC (Tab. 4.4). A exemplo dos OCs estudados no capítulo anterior (Camargo et al. 2010), os ECs da presente amostra também distribuem-se paralelamente à relação acima referida, permanecendo na região interna de uma distribuição de King com  $15 \lesssim \sigma_{M0} (M_{\odot} \text{pc}^{-2}) \lesssim 600$ . Essa correlação é consistente com a sugerida por Portegies Zwart et al. (2010) para aglomerados estelares massivos com idade inferior a 100 Myr e estendida para os aglomerados de baixa massa por Camargo et al. (2010).

Como o raio do aglomerado ( $R_{RDP}$ ) e a massa foram estimadas, computamos a densidade de massa dos ECs que ajustam um perfil de King  $\rho(M_{\odot} \text{pc}^{-3}) = \frac{3}{4\pi} M_{\text{clus}} R_{RDP}^{-3}$ . Os resultados são mostrados no painel inferior direito da Fig. 4.14. A densidade decresce com o aumento do raio do aglomerado ( $\rho \propto R_{RDP}^{-(3.0 \pm 0.3)}$ ) de modo similar à amostra de OCs estudados por Camargo et al. (2010). Na Fig. 4.14 também mostramos a relação idade *vs*  $R_{\text{core}}$  e  $|Z_{GC}|$  para os ECs do presente capítulo. Como na Sec. 3.5 ajustamos a curva empírica  $R_c(\text{pc}) = 0.27 \times \ln(\text{age}[\text{Myr}]) - 0.25$  (linha sólida) para objetos com idade menor do que 100 Myr. A linha tracejada representa a relação sugerida por Bastian et al. (2008) para os aglomerados de M51. Os aglomerados mais populosos da nossa amostra comportam-se como ECs de baixa massa, como esperado.

## 4.5 Conclusão

Neste capítulo analisamos 14 ECs nas regiões HII Sh2-235, Sh2-233, Sh2-232 e Sh2-231 e outras pequenas nebulosas nessa área. Obtivemos os parâmetros fundamentais de todos os ECs da amostra, mas os parâmetros estruturais só foram possíveis derivar para FSR 784, Sh2-235 E2 e Sh2-235 Cluster. A distribuição espacial e em idade dos ECs sugerem a formação sequencial de estrelas desencadeadas pela

expansão de regiões HII num cenário de “*collect and collapse*”. Descobrimos dois novos ECs na região (CBB 1 e CBB 2).

Os ECs aqui analisados, apresentam os raios de core e do aglomerado menores do que os raios de aglomerados com a mesma idade e distância Galactocêntrica. Provavelmente muitos deles ainda não expulsaram completamente o gás primordial remanescente da formação estelar e, por isso, não sofreram a expansão provocada pela redução do potencial gravitacional do aglomerado.

## Capítulo 5

# Análise de uma amostra de 58 objetos na direção do anti-centro Galáctico

No presente capítulo analisamos a natureza de uma amostra de 58 sobredensidades localizadas na direção do anti-centro da Galáxia, 48 delas catalogadas por FSR07. Esse trabalho faz parte de um esforço para realizar um censo dos aglomerados estelares na direção do anti-centro (Bonatto & Bica 2008, Camargo et al. 2010, 2012).

As sobredensidades aqui analisadas foram classificadas por FSR07 como prováveis e possíveis aglomerados e rotuladas com indicadores de qualidade 4, 5 e 6.

Na Fig. 5.1 mostramos imagens XDSS na banda R de FSR 780 e FSR 890 como exemplos de sobredensidades do catálogo FSR07 confirmadas como aglomerados estelares. As Figs. 5.2 e 5.3 mostram imagens XDSS na banda R dos objetos descobertos no presente trabalho (Camargo et al. 2012). Os CMDs observados da região central de cada objeto são mostrados nos painéis superiores das Figs. 5.4 a 5.14. Os painéis intermediários são extrações de uma região de mesma área de um campo próximo, e os painéis inferiores correspondem aos CMDs descontaminados.

Classificamos as sobredensidades FSR 707, FSR 722, FSR 805, FSR 809, FSR 907, FSR 925 e FSR 967 como prováveis aglomerados. Essa classificação levou em consideração os CMDs, os RDPs e alguns indicadores mostrados na Tabela 5.5 e que sugerem tratar-se de objetos jovens. Esses objetos, em geral, não apresentam sequências evolutivas bem definidas no CMD descontaminado e RDPs irregulares. Classificamos as demais 17 sobredensidades como possíveis aglomerados, já que não

Tabela 5.1: Dados gerais sobre as sobredensidades do catálogo FSR07.

Target	$\alpha(2000)$	$\delta(2000)$	$\ell$	$b$	$R_C$	$R_t$	$Q$
	(h m s)	( $^{\circ}$ ' ")	( $^{\circ}$ )	( $^{\circ}$ )	(')	(')	
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)
FSR 707	5:16:06	47:37:24	161.197	5.421	0.009	0.441	5
FSR 716	5:11:10	45:42:46	162.259	3.619	0.043	0.128	4
FSR 722	5:01:49	44:07:42	162.532	1.346	0.006	0.169	4
FSR 734	5:03:22	42:24:49	164.062	0.522	0.011	0.074	4
FSR 738	3:57:34	28:37:02	165.169	-18.602	0.012	0.594	4
FSR 746	6:20:44	46:48:27	167.421	14.543	0.007	0.026	4
FSR 759	5:01:10	35:47:41	169.042	-3.863	0.007	0.053	4
FSR 761	5:33:23	39:50:44	169.414	3.665	0.007	0.375	4
FSR 763	5:34:39	39:08:12	170.145	3.489	0.021	0.085	4
FSR 768	4:39:52	29:44:22	170.933	-11.153	0.071	0.142	5
FSR 771	5:03:47	32:08:30	172.285	-5.651	0.061	0.307	5
FSR 777	5:27:31	34:44:01	173.047	-0.118	0.056	0.112	4
FSR 780	5:27:26	34:24:12	173.313	-0.314	0.007	0.078	5
FSR 784	5:40:48	35:55:06	173.521	2.8	0.014	0.071	4
FSR 798	4:31:39	22:39:36	175.267	-17.142	0.014	0.708	4
FSR 799	5:42:20	33:41:16	175.585	1.893	0.007	0.374	5
FSR 802	6:01:01	35:16:44	176.167	6.018	0.012	0.613	4
FSR 804	4:34:36	21:41:15	176.505	-17.244	0.005	0.025	4
FSR 805	4:36:27	22:02:32	176.506	-16.685	0.008	0.158	5
FSR 809	5:08:01	27:30:38	176.579	-7.676	0.009	0.439	6
FSR 816	5:39:17	31:30:05	177.099	0.189	0.007	0.359	4
FSR 817	5:39:27	30:53:36	177.633	-0.104	0.01	0.486	4
FSR 823	5:42:38	29:33:56	179.124	-0.223	0.068	0.137	4
FSR 833	6:05:17	30:47:35	180.541	4.62	0.019	0.153	4
FSR 840	4:37:33	16:29:53	181.238	-19.946	0.036	0.072	4
FSR 842	5:34:22	25:35:44	181.507	-3.89	0.01	0.504	4
FSR 846	5:48:44	26:22:05	182.555	-0.739	0.01	0.486	4
FSR 848	6:34:30	31:23:25	182.893	10.455	0.019	0.077	4
FSR 849	5:51:13	25:46:18	183.352	-0.568	0.007	0.091	4
FSR 850	5:45:15	24:45:13	183.528	-2.249	0.007	0.344	4
FSR 861	5:23:16	18:44:46	185.889	-9.772	0.012	0.072	4
FSR 864	5:47:51	21:55:34	186.26	-3.201	0.009	0.15	5
FSR 868	5:24:56	18:18:21	186.482	-9.681	0.071	0.353	5
FSR 888	6:22:13	23:24:33	188.853	4.437	0.036	0.073	4
FSR 890	6:23:10	23:11:13	189.152	4.527	0.007	0.333	5
FSR 893	6:13:45	21:32:54	189.572	1.833	0.006	0.302	5
FSR 907	5:29:27	13:21:27	191.326	-11.41	0.052	0.103	5
FSR 925	6:05:05	16:06:40	193.34	-2.592	0.013	0.671	4
FSR 929	6:25:32	17:43:12	194.26	2.477	0.007	0.333	4
FSR 944	7:21:48	22:29:50	195.653	16.448	0.024	0.071	6
FSR 946	6:10:58	14:09:30	195.74	-2.293	0.005	0.02	4
FSR 947	6:08:59	13:52:34	195.754	-2.853	0.01	0.52	4
FSR 957	6:25:22	14:34:59	197.017	0.977	0.007	0.36	4
FSR 963	6:14:51	12:51:31	197.333	-2.088	0.022	0.089	5
FSR 964	5:24:26	5:28:12	197.626	-16.548	0.006	0.292	4
FSR 966	5:17:30	4:24:29	197.668	-18.573	0.007	0.323	6
FSR 967	6:29:19	14:14:08	197.77	1.663	0.034	0.102	5
FSR 968	6:11:21	11:51:39	197.802	-3.315	0.003	0.022	5

Notas da tabela. Cols. 2 – 3: Coordenadas fornecidas pelo catálogo FSR07. Cols. 4 – 5: Coordenadas Galácticas. Cols. 6 – 7: Raios de *core* e de maré derivados por FSR07 por meio de ajustes de perfis de King. Col. 8: indicadores de qualidade FSR07.

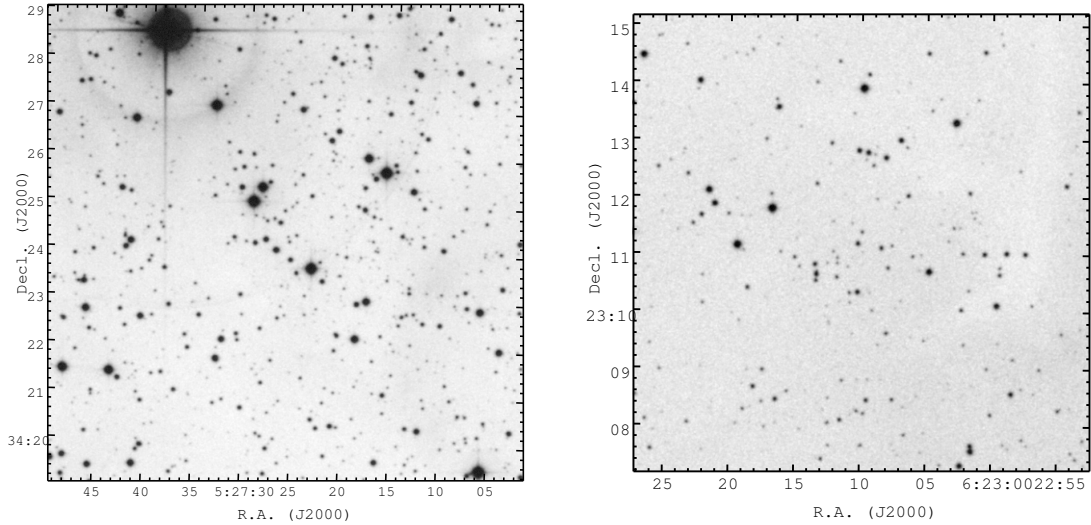


Figura 5.1: Painel esquerdo: imagem XDSS na banda R de FSR 780 ( $10' \times 10'$ ). Painel direito: imagem XDSS na banda R ( $8' \times 8'$ ) de FSR 890.

identificamos sequências de estrelas nos CMDs e os RDPs não apresentam concentrações de estrelas que sugiram aglomerados. Sugerimos fotometria mais profunda, principalmente para os prováveis aglomerados.

## 5.1 Sobredensidades confirmadas como aglomerados

Os objetos confirmados como aglomerados estelares e os respectivos parâmetros fundamentais derivados são mostrados na Tabela 5.3. A Tab. 5.4 mostra os parâmetros estruturais para os objetos confirmados como aglomerados e cuja estrutura segue um perfil de King.

Os parâmetros estruturais foram derivados por meio dos RDPs filtrados em cor e magnitude. Os filtros cor-magnitude são mostrados nas Figs. 5.4 a 5.8. Nas Figs. 5.17, 5.18 e 5.19 mostramos os RDPs para os objetos confirmados como aglomerados. As Tabelas 5.6 e 5.7 mostram as massas estimadas para os objetos que seguem uma lei de King.

A maioria dos objetos confirmados como aglomerados estelares são jovens. Alguns deles apresentam uma MS não muito bem definida e uma PMS bem desenvolvida, mas com estrelas muito avermelhadas e muitas delas com excesso no IR. Isso

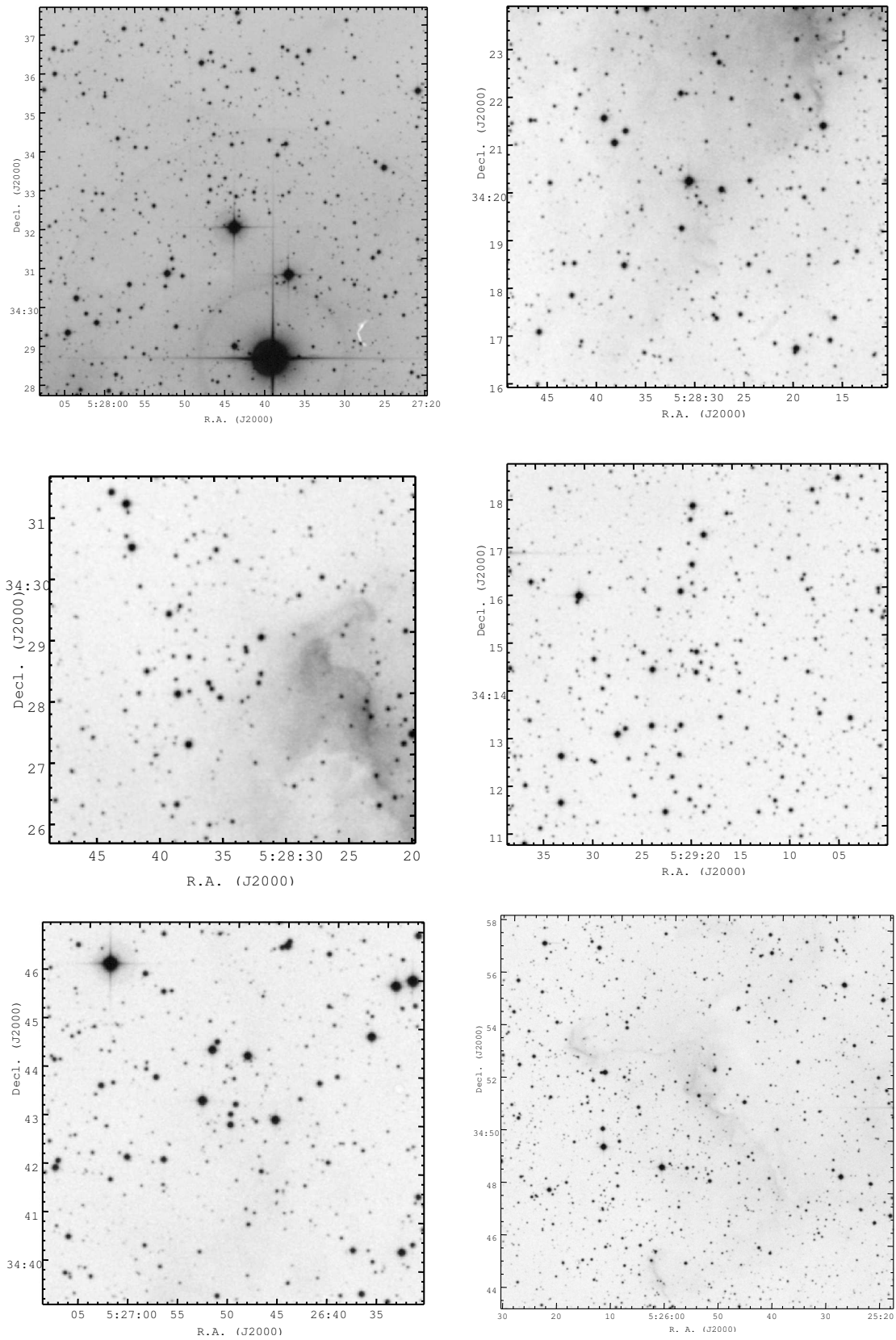


Figura 5.2: Painéis da primeira linha: imagens XDSS na banda R centradas em CBB 3 ( $10' \times 10'$ ) e CBB 4 ( $8' \times 8'$ ). Segunda linha: o mesmo para CBB 5 ( $6' \times 6'$ ) e CBB 6 ( $8' \times 8'$ ). Terceira linha: CBB 7 ( $8' \times 8'$ ) e CBB 9 ( $15' \times 15'$ ).



Tabela 5.2: Aglomerados com identificação cruzada.

Desig#1 (1)	Desig#2 (2)	Desig#3 (3)	Ref. (4)
FSR 716	SAI 44		5, 9
FSR 784	Koposov 7	Sh2-235 North-West	5, 6, 7, 9, 10
FSR 849	Koposov 58		5, 9
ASCC 23	FSR 746		4, 5
FSR 802	Koposov 12		5, 6, 9
Luginbuhl-Skiff 1	Skiff J0614+12.9	FSR 963	5, 6, 8

Notas da tabela. Col. (4) mostra referências para identificações cruzadas. As referências são: 1 - Alter et al. (1970); 2 - Dias et al. (2002); 3 - Bica et al. (2003a); 4 - Kharchenko et al. (2005c); 5 - FSR07; 6 - Koposov et al. (2008); 7 - Kirsanova et al. (2008); 8 - Tadross (2008); 9 - Glushkova et al. (2010); 10 - Camargo et al. (2011).

dificulta o ajuste de isócronas e com isso a obtenção dos parâmetros fundamentais. Por isso, buscamos argumentos para reforçar os nossos resultados para esses objetos. Utilizamos alguns indicadores de idades jovens, mostrados na Tabela 5.5, e que nos ajudaram a determinar a idade dos respectivos aglomerados.

A identificação das estrelas com excesso em  $H\alpha$  foi feita por meio do IPHAS (Witham et al. 2005, Drew et al. 2005) e do catálogo de estrelas com linhas de emissão de Kohoutek & Wehmeyer (2003). Os demais indicadores foram obtidos do SIMBAD<sup>1</sup>. O excesso no IR e as emissões em Raio-X e  $H\alpha$  podem estar correlacionados com a presença de discos circunstelares, processos de acreção e ventos estelares em estrelas de PMS como as T Tauri e objetos Herbig-Haro. Esses fenômenos, junto com a presença de estrelas massivas OB, nebulosas escuras (DNe), nebulosas de reflexão (RNe), nebulosas de emissão (BNe), regiões H II e nuvens moleculares, são consistentes com as idades que derivamos para esses objetos.

Importantes informações sobre a natureza e evolução de aglomerados jovens, principalmente sobre a emissão do conteúdo estelar em diferentes regiões do espectro, podem ser obtidas por meio do diagrama cor-cor. Essa ferramenta pode ser usada para identificar e classificar estrelas de PMS. Como a maioria dos objetos do presente capítulo são muito jovens e apresentam estrelas de PMS, mostramos nas Figs. 5.15 e 5.16 o diagrama cor-cor  $(J - H) \times (H - K_s)$  descontaminado das estrelas de campo. O conteúdo estelar da região central de cada objeto foi ajustado por uma isócrona

<sup>1</sup><http://simbad.u-strasbg.fr/simbad>

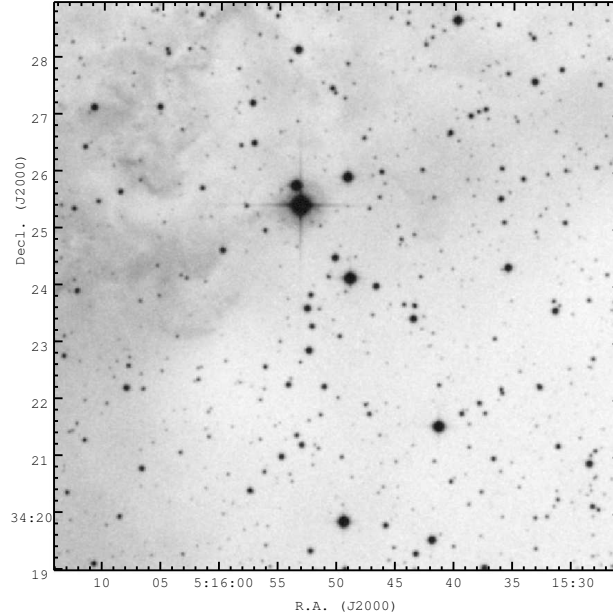


Figura 5.3: Imagem XDSS na banda R ( $10' \times 10'$ ) centrada em CBB 8.

de PMS, com o respectivo avermelhamento. Os diagramas cor-cor dos objetos confirmados como aglomerados revelam que uma significativa fração das estrelas parece ser muito avermelhada, mas a posição de algumas estrelas, à direita das estrelas de MS e PMS normais, sugere que elas apresentam excesso em  $K_s$ . Além disso, algumas estrelas parecem apresentar excessos anormais nas bandas  $J$  e  $H$ . Geralmente, esses excessos estão ligados a emissões fotosféricas, mas Cieza et al. (2005) sugerem uma natureza não fotosférica para as emissões de estrelas T Tauri clássicas e afirmam que os excessos em  $J$ ,  $H$  e  $K_s$  são de mesma natureza. O excesso em  $J$  pode ser a causa dos valores negativos de  $(J - K_s)$  para estrelas nos CMDs de alguns aglomerados.

Percebemos que um significativo número de ECs são caracterizados por uma descontinuidade entre as distribuições de estrelas de MS e PMS no CMD (Figs. 5.4 e 5.10). Até recentemente, tais características do CMD eram essencialmente desconhecidas devido à falta de descontaminação por estrelas de campo (Bonatto & Bica 2009a,b, Camargo et al. 2009).



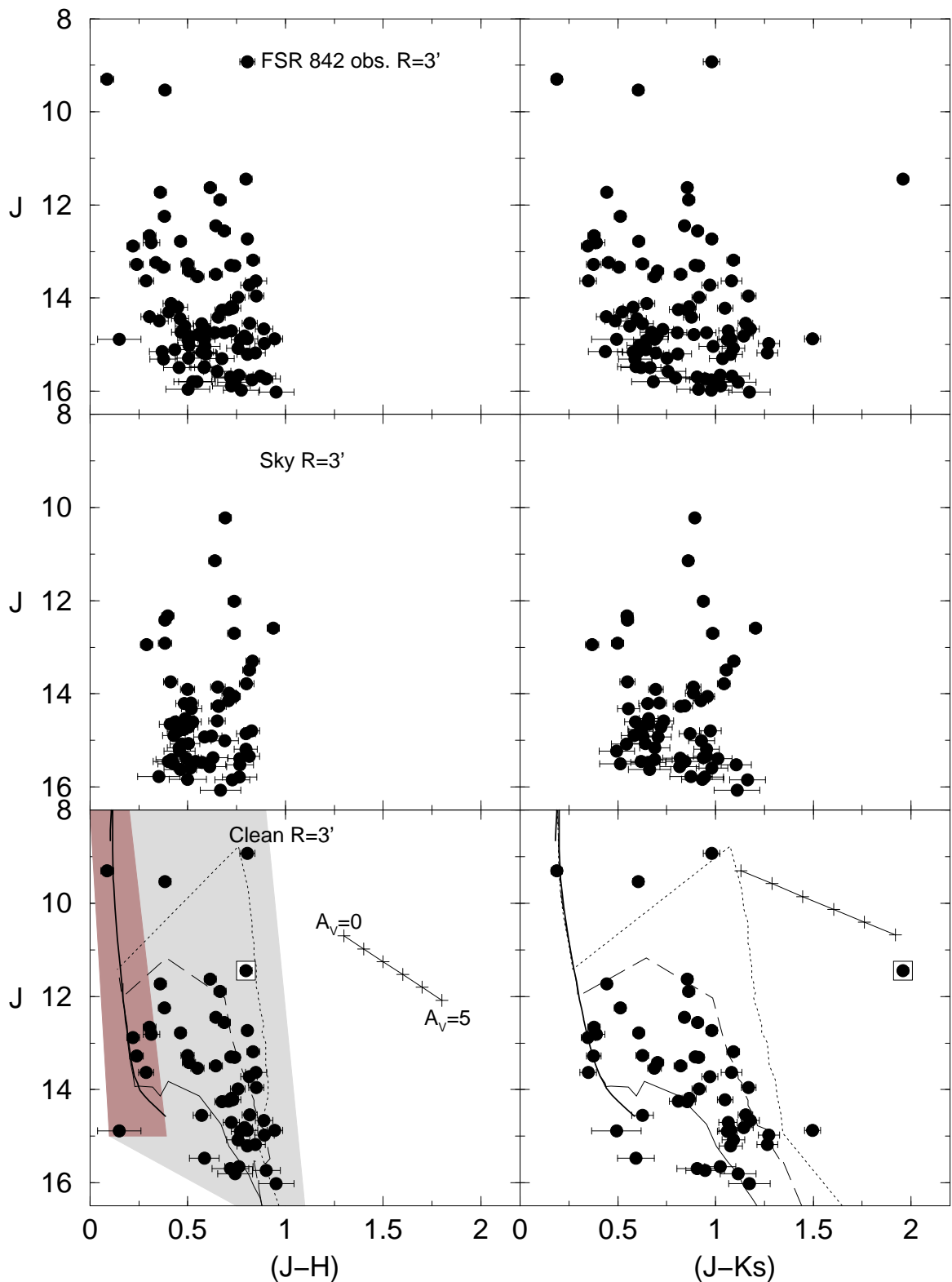


Figura 5.4: CMDs 2MASS de FSR 842. Painéis superiores: CMDs observados. Painéis intermediários: campo de comparação de mesma área. Painéis inferiores: CMDs descontaminados ajustados com uma isócrona e Padova de 5 Myr (linha sólida) e isócronas de PMS de Siess, 0.1 (linha pontilhada), 1 (linha tracejada), e 10 Myr (linha sólida). Os filtros cor-magnitude são mostrados como regiões hachuradas. Também apresentamos o vetor avermelhamento para  $A_V = 0$  à 5. Os quadrados indicam estrelas de tipo B.

## 5.2 Prováveis e possíveis aglomerados

Classificamos as sobredensidades FSR 707, FSR 722, FSR 805, FSR 809, FSR 907, FSR 925 e FSR 967 como prováveis aglomerados. Esses objetos não apresentam sequências evolutivas bem definidas no CMD descontaminado como os objetos confirmados como aglomerados e os RDPs são irregulares. No entanto, os indicadores da Tabela 5.5 sugerem que alguns deles podem ser aglomerados recém nascidos ou objetos jovens em dissolução. As demais 17 sobredensidades têm baixa probabilidade de serem aglomerados, pois não identificamos sequências de estrelas nos CMDs e os RDPs não apresentam concentrações de estrelas que sugiram aglomerados. Por isso, as classificamos como possíveis aglomerados. Sugerimos fotometria mais profunda, principalmente para os prováveis aglomerados. Os CMDs desses objetos estão nas Figs. 5.12, 5.13 e 5.14, e os RDPs nas Figs. 5.17, 5.18 e 5.19.

## 5.3 Discussão

### 5.3.1 Geral

A estrutura dos ECs, na fase inicial de evolução, reflete a estrutura hierárquica do gás molecular denso no qual eles são formados (Beech 1987, Lada & Lada 2003), mas a evolução dinâmica pode apagar essa forma levando esses objetos a estruturas que seguem um perfil de King (1962). Trabalhos prévios sugerem que os ECs não estão em equilíbrio virial e, como consequência, são subestruturados com RDPs apresentando sulcos e depressões comparáveis com as flutuações de campo. Por isso, eles não ajustam um perfil de King (Soares et al. 2005, Gutermuth et al. 2005, Camargo et al. 2011). No entanto, após a expulsão do gás, os OCs também não são virializados, logo os sulcos e depressões podem ser o resultado de um aglomerado não relaxado antes da expulsão do gás, ou uma consequência da expulsão do gás. Uma explicação adicional é a presença de outros aglomerados na vizinhança.

Objetos como Stock 8, FSR 780, CBB 3 e vizinhos (Fig. 5.21) são possivelmente, exemplos de aglomerados estelares fora do equilíbrio. Além disso, como mostrado na Fig. 5.19, a presença de outros objetos na vizinhança cria sulcos no RDP. Por isso, seus parâmetros estruturais não podem ser derivados por uma lei de King, mas isso não significa que o RDP não fornece informações sobre a estrutura do aglomerado. Por exemplo, ele pode ser usado para diferenciar sistemas físicos de flutuações

de campo. Adicionalmente, a morfologia do CMD pode dar dicas sobre a sua natureza (Bica & Bonatto 2011). Porém, fotometria mais profunda dos aglomerados menos populosos com RDPs irregulares poderia resolver esse problema verificando se as irregularidades são intrínsecas à estrutura do aglomerado ou resultado de restrições fotométricas.

A maioria dos objetos confirmados como aglomerados neste trabalho (Camargo et al. 2012) são ECs. FSR 893 é o único OC velho, com idade de  $\sim 3$  Gyr. A posição das estrelas extremamente azuis no CMD de FSR 893 (Fig. 5.5) é consistente com *blue stragglers*.

Alguns ECs, como FSR 842 e BPI 14, apresentam estrelas com excesso no IR, mas outros objetos possivelmente apresentam excesso em J resultando em valores negativos de  $(J - K_s)$ , por exemplo, FSR 817 e FSR 734. De acordo com o SIMBAD a estrela de FSR 817 com  $(J - K_s)$  negativo faz parte de um sistema duplo ou múltiplo. FSR 842 é um aglomerado jovem localizado no braço espiral local e projetado a 18' do centro da pequena nuvem molecular #64 de Kawamura et al. (1998). Esse objeto apresenta, na região central, uma estrela de tipo B com linhas de emissão e extremamente avermelhada. Como mostrado nas Figs. 5.4 e 5.15 as estrelas de PMS não apresentam um excesso significativo no IR, a excessão é a estrela de tipo B que é extremamente afetada pelo excesso no IR. Ela também apresenta excesso  $H_\alpha$ , e está localizada, no diagrama cor-cor (Fig. 5.15), na região característica de estrelas Be clássicas (Hernández et al. 2005). Para aglomerados com idade de  $\sim 5$  Myr a frequência de discos em estrelas de massas intermediárias é frequentemente maior do que para estrelas de baixas massas (Kennedy & Kenyon 2009, Hernández et al. 2011). No entanto, a escala de tempo de dissipação do disco em estrelas de massas intermediárias é de  $\sim 3$  Myr. Provavelmente, colisões estelares produzem a poeira disparando uma segunda geração de discos planetários.

### 5.3.2 Aglomerados descobertos

Descobrimos 6 novos aglomerados (CBB 3, CBB 4, CBB 5, CBB 6, CBB 7 e CBB 9) na vizinhança de Stock 8 (Fig. 5.21) e um (CBB 8) na nebulosa Sh2-229. As Figs. 5.9, 5.10 e 5.11 mostram os CMDs e as Figs. 5.18 e 5.19 os RDPs desses objetos. Os parâmetros derivados são mostrados nas Tabs. 5.3 e 5.4.

Eles são ECs recém formados e pouco populosos com um *core* bem definido e RDPs que não seguem uma lei de King (Figs. 5.18 e 5.19). CBB 3 ( $R \sim 5'$ ), CBB

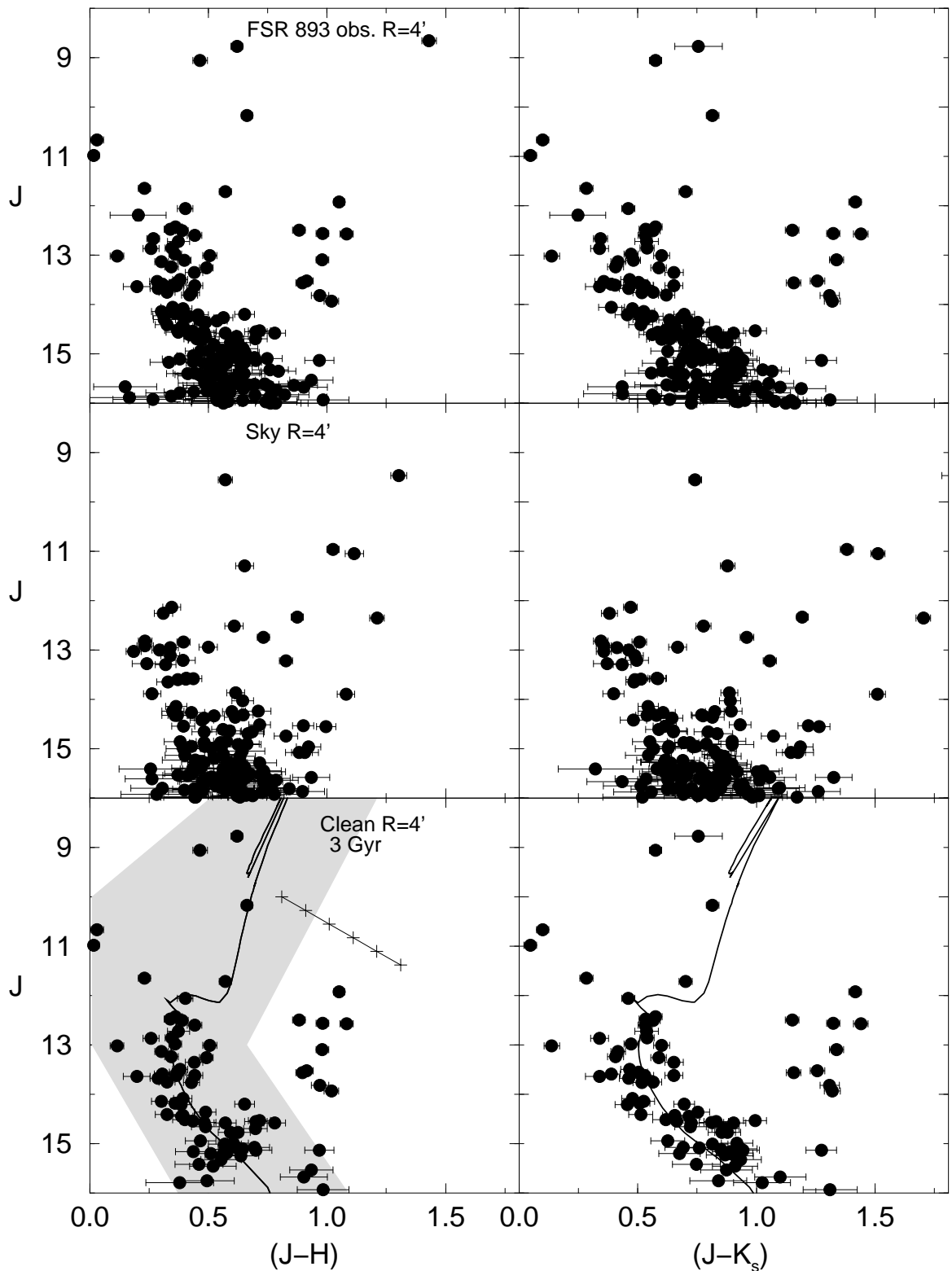


Figura 5.5: CMDs 2MASS extraídos da região central ( $R = 4'$ ) de FSR 893. Painéis superiores: CMDs observados  $J \times (J - H)$  (esquerda) e  $J \times (J - K_s)$  (direita). Painéis intermediários: campo de comparação de mesma área. Painéis inferiores: CMDs descontaminados das estrelas de campo ajustados por uma isócrona de Pádova de 3 Gyr (linha sólida). O filtro cor-magnitude usado para isolar estrelas de MS/evoluídas é mostrado na região hachurada.

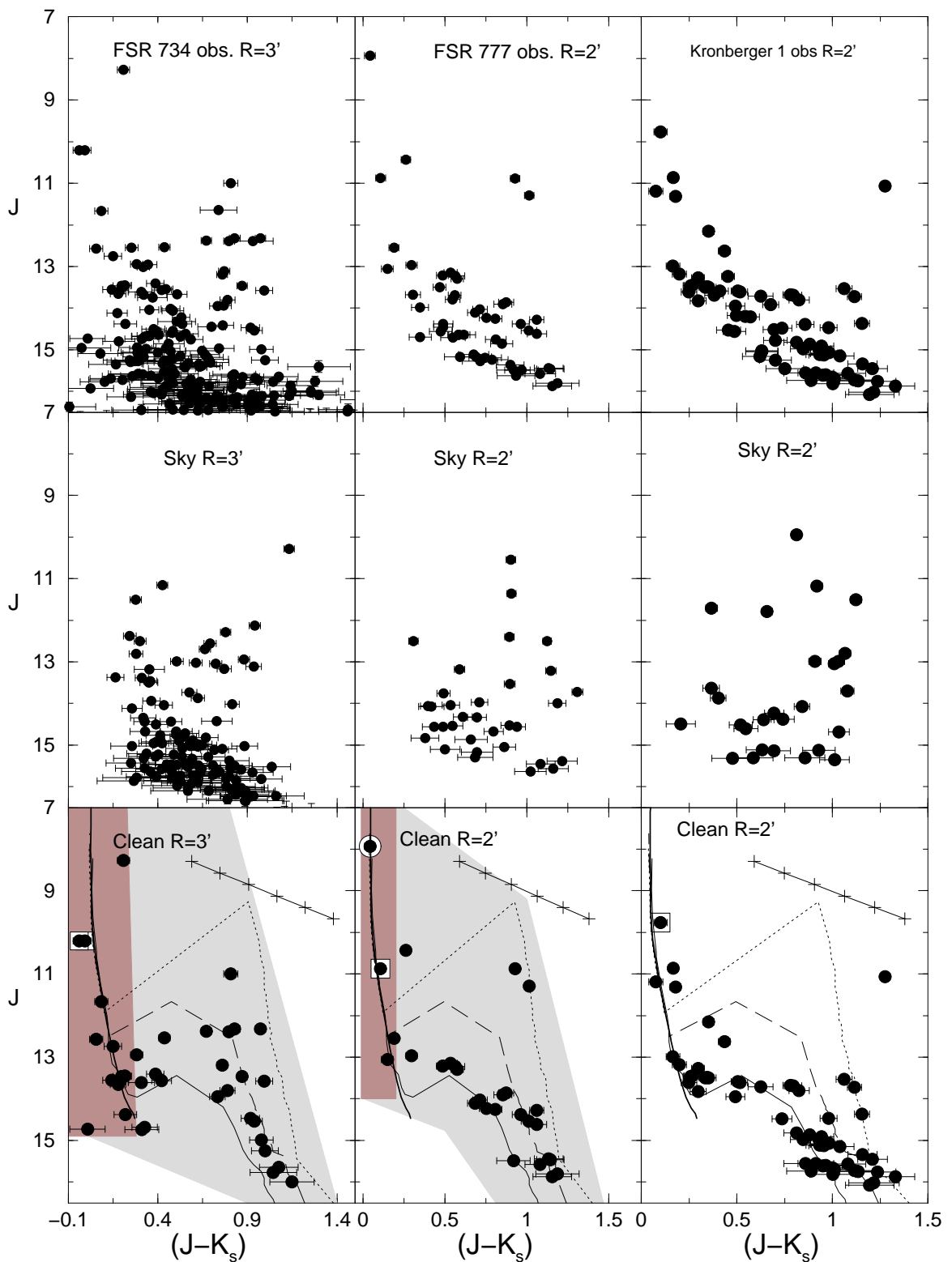


Figura 5.6: CMDs 2MASS para os aglomerados FSR 734, FSR 777, e Kronberger 1. Painéis superiores: CMDs observados  $J \times (J - K_s)$ . Painéis intermediários: campo de comparação de mesma área. Painéis inferiores: CMDs descontaminados ajustados com uma isócrona de Pádova de 2 Myr para a MS (linha sólida) para FSR 734 e 3 Myr para os demais, e isócronas de Siess, 0.1 (linha pontilhada), 1 (linha tracejada), e 5 Myr (linha sólida). Os filtros cor-magnitude são mostrados como regiões hachuradas. Além disso, mostramos o vetor avermelhamento para  $A_V = 0$  à 5.

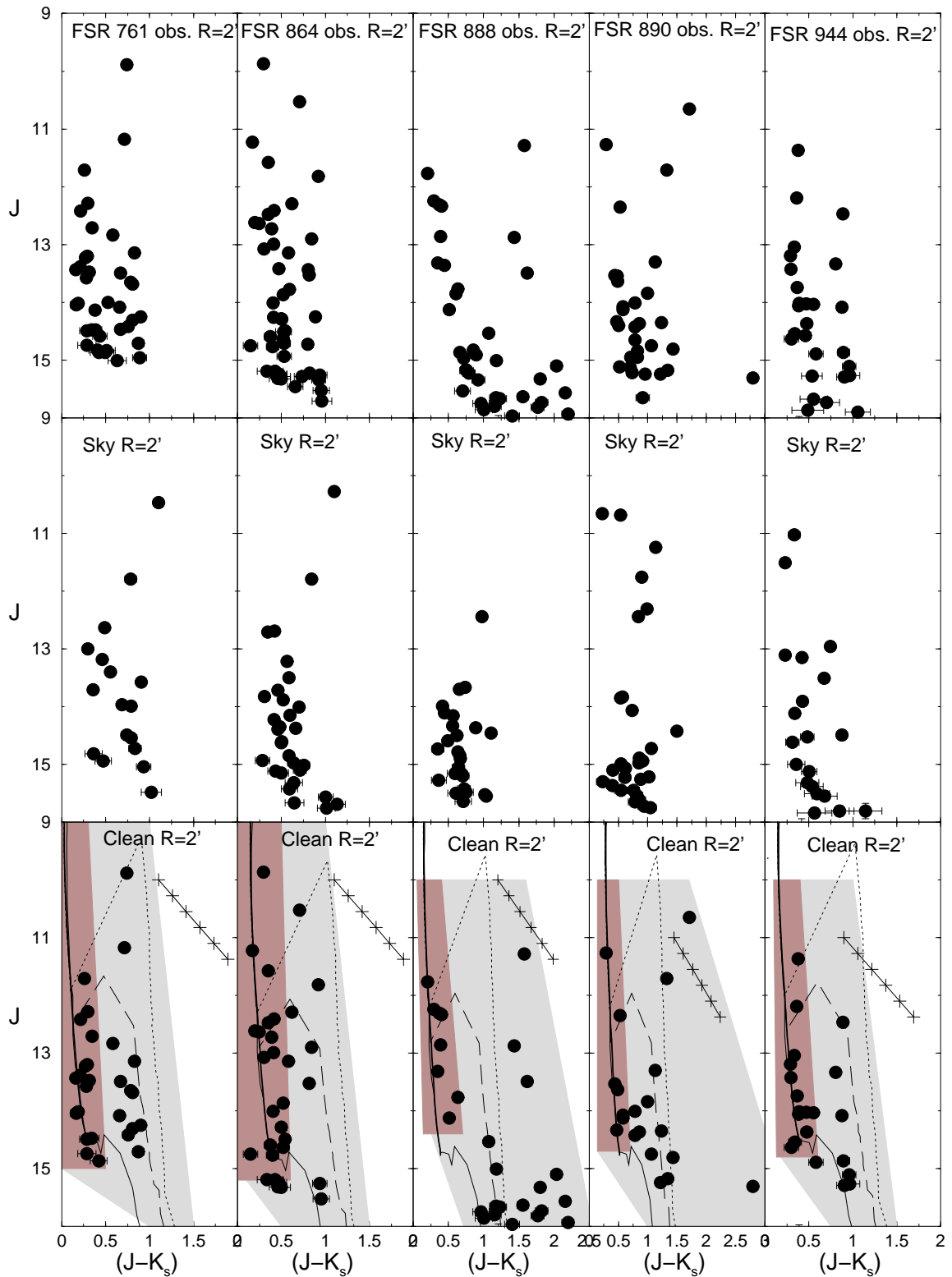


Figura 5.7: O mesmo da Fig. 5.6 para os aglomerados FSR 761, FSR 864, FSR 888, FSR 890, e FSR 944. A isócrona usada para a MS de FSR 761 é de 2 Myr e as demais são de 3 Myr. Para a PMS as isócronas usadas são de 0.1 (linha pontilhada), 1 (linha tracejada), e 10 Myr (linha sólida).

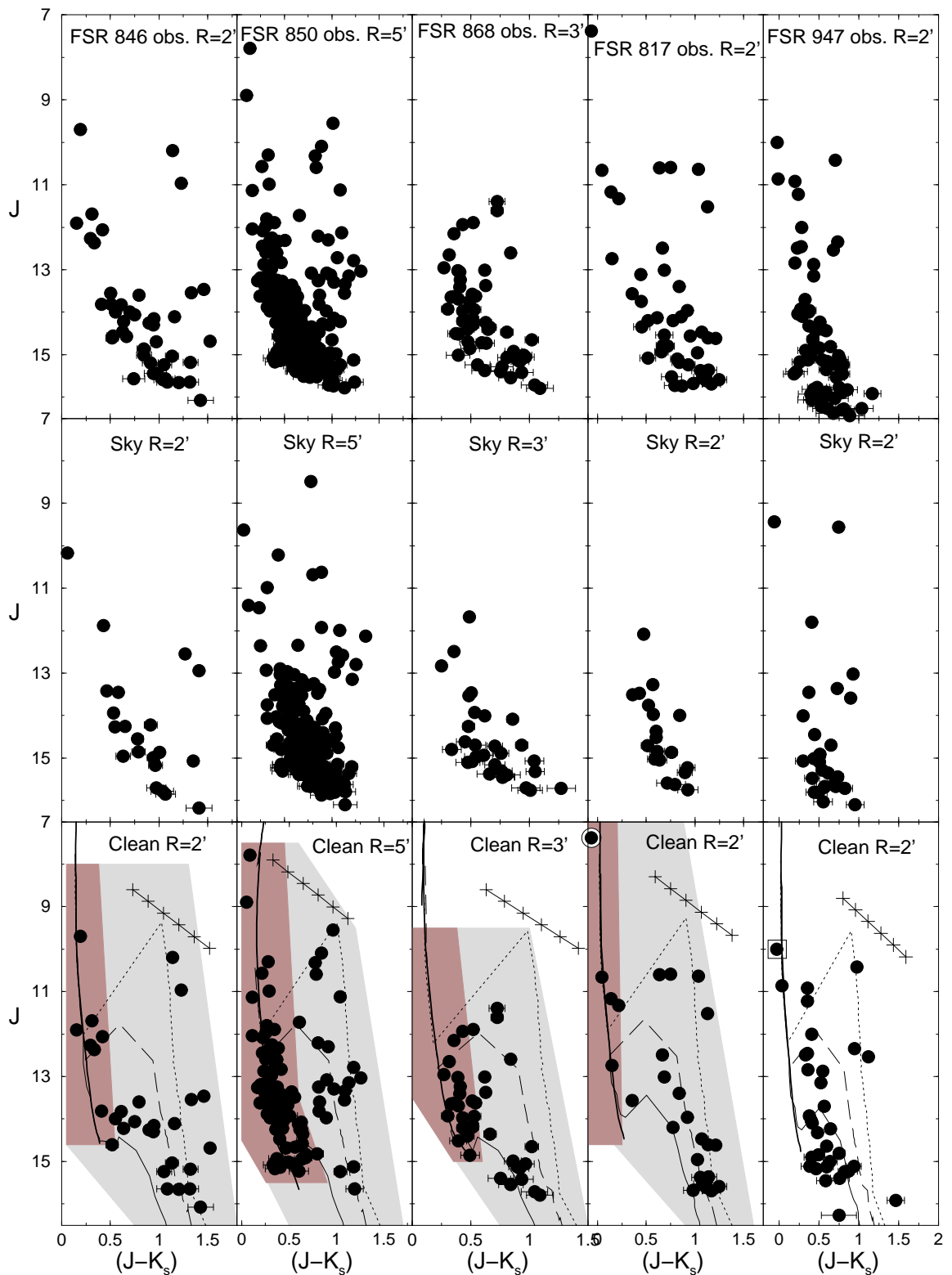


Figura 5.8: O mesmo da Fig. 5.6 para os aglomerados FSR 846, FSR 850, FSR 868, FSR 817, e FSR 947. A PMS foi ajustada com isócronas de Siess, 0.1 (linha pontilhada), 1 (linha tracejada), e 5 Myr (linha sólida).

Tabela 5.3: Parâmetros fundamentais derivados para os 28 objetos confirmados como aglomerados.

Aglomerado	$\alpha(2000)$	$\delta(2000)$	$A_V$	idade	$d_{\odot}$	$R_{GC}$	$x_{GC}$	$y_{GC}$	$z_{GC}$
	(h m s)	( $^{\circ}$ ' '')	(mag)	(Myr)	(kpc)	(kpc)	(kpc)	(kpc)	(kpc)
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)
BPI 14	05:29:00	34:24:00	$1.98 \pm 0.2$	$1 \pm 1$	$2.7 \pm 0.3$	$9.9 \pm 0.3$	$-09.89 \pm 0.3$	$+0.30 \pm 0.03$	$-0.01 \pm 0.01$
CBB 3	05:27:43	34:32:36	$1.98 \pm 0.2$	$2 \pm 1$	$2.7 \pm 0.3$	$9.9 \pm 0.3$	$-09.89 \pm 0.3$	$+0.32 \pm 0.03$	$-0.01 \pm 0.01$
CBB 4	05:28:29	34:19:50	$1.98 \pm 0.2$	$2 \pm 1$	$2.7 \pm 0.3$	$9.9 \pm 0.3$	$-09.89 \pm 0.3$	$+0.30 \pm 0.03$	$-0.01 \pm 0.01$
CBB 5	05:28:34	34:28:37	$1.98 \pm 0.2$	$2 \pm 1$	$2.7 \pm 0.3$	$9.9 \pm 0.3$	$-09.89 \pm 0.3$	$+0.31 \pm 0.03$	$-0.01 \pm 0.01$
CBB 6	05:29:19	34:14:41	$2.98 \pm 0.2$	$2 \pm 1$	$2.7 \pm 0.5$	$9.9 \pm 0.5$	$-09.92 \pm 0.5$	$+0.30 \pm 0.03$	$0.0 \pm 0.01$
CBB 7	05:26:50	34:43:10	$2.98 \pm 0.2$	$2 \pm 1$	$2.5 \pm 0.5$	$9.7 \pm 0.5$	$-09.68 \pm 0.5$	$+0.30 \pm 0.03$	$-0.01 \pm 0.01$
CBB 8	05:15:50	34:24:00	$3.57 \pm 0.2$	$2 \pm 1$	$2.4 \pm 0.7$	$9.6 \pm 0.7$	$-09.60 \pm 0.7$	$+0.34 \pm 0.03$	$-0.10 \pm 0.01$
CBB 9	05:25:55	34:50:54	$3.27 \pm 0.2$	$2 \pm 1$	$2.6 \pm 0.5$	$9.8 \pm 0.5$	$-09.82 \pm 0.5$	$+0.33 \pm 0.03$	$-0.01 \pm 0.01$
FSR 734	05:03:23	42:25:15	$2.18 \pm 0.2$	$2 \pm 1$	$2.6 \pm 0.3$	$9.7 \pm 0.3$	$-09.74 \pm 0.3$	$+0.72 \pm 0.07$	$+0.02 \pm 0.01$
FSR 761	05:33:23	39:50:44	$2.78 \pm 0.2$	$2 \pm 1$	$2.5 \pm 0.3$	$9.7 \pm 0.3$	$-09.72 \pm 0.3$	$+0.47 \pm 0.04$	$+0.16 \pm 0.02$
FSR 777	05:27:31	34:44:01	$1.98 \pm 0.2$	$3 \pm 2$	$2.7 \pm 0.3$	$9.9 \pm 0.3$	$-09.89 \pm 0.3$	$+0.33 \pm 0.03$	$-0.01 \pm 0.01$
FSR 780	05:27:26	34:24:12	$1.98 \pm 0.2$	$2 \pm 1$	$2.7 \pm 0.3$	$9.9 \pm 0.3$	$-09.89 \pm 0.3$	$+0.31 \pm 0.03$	$-0.01 \pm 0.01$
FSR 816	5:39:17	31:30:05	$1.98 \pm 0.2$	$10 \pm 5$	$1.8 \pm 0.5$	$9.0 \pm 0.5$	$-08.99 \pm 0.5$	$+0.10 \pm 0.01$	$0.01 \pm 0.01$
FSR 817	5:39:27	30:53:36	$1.98 \pm 0.2$	$2 \pm 2$	$2.3 \pm 0.3$	$9.5 \pm 0.3$	$-09.56 \pm 0.3$	$+0.10 \pm 0.01$	$0.0 \pm 0.01$
FSR 833	06:05:15	30:47:55	$1.79 \pm 0.2$	$3 \pm 2$	$2.9 \pm 0.4$	$10.1 \pm 0.4$	$-10.10 \pm 0.4$	$-0.03 \pm 0.01$	$+0.23 \pm 0.02$
FSR 842	05:34:19	25:36:38	$2.68 \pm 0.2$	$5 \pm 3$	$1.9 \pm 0.2$	$9.2 \pm 0.2$	$-09.17 \pm 0.2$	$-0.05 \pm 0.01$	$-0.13 \pm 0.01$
FSR 846	05:48:44	26:22:05	$2.98 \pm 0.2$	$3 \pm 2$	$2.5 \pm 0.3$	$9.7 \pm 0.3$	$-9.70 \pm 0.3$	$-0.11 \pm 0.01$	$-0.03 \pm 0.01$
FSR 850	05:45:15	24:45:13	$2.18 \pm 0.2$	$10 \pm 5$	$2.7 \pm 0.5$	$9.9 \pm 0.5$	$-09.96 \pm 0.5$	$-0.17 \pm 0.02$	$-0.11 \pm 0.01$
FSR 864	05:47:50	21:55:32	$2.48 \pm 0.2$	$5 \pm 3$	$2.9 \pm 0.3$	$10.1 \pm 0.3$	$-10.10 \pm 0.3$	$-0.32 \pm 0.03$	$-0.16 \pm 0.02$
FSR 868	05:24:56	18:18:21	$2.98 \pm 0.2$	$5 \pm 3$	$2.7 \pm 0.3$	$9.9 \pm 0.3$	$-09.88 \pm 0.3$	$-0.30 \pm 0.03$	$-0.46 \pm 0.04$
FSR 888	06:22:13	23:24:33	$3.17 \pm 0.2$	$3 \pm 2$	$2.6 \pm 0.3$	$9.8 \pm 0.3$	$-09.83 \pm 0.3$	$-0.41 \pm 0.04$	$+0.21 \pm 0.02$
FSR 890	06:23:10	23:11:13	$3.37 \pm 0.2$	$3 \pm 2$	$2.6 \pm 0.3$	$9.7 \pm 0.3$	$-09.76 \pm 0.3$	$-0.41 \pm 0.04$	$+0.20 \pm 0.02$
FSR 944	07:21:48	22:29:50	$3.17 \pm 0.2$	$3 \pm 2$	$2.4 \pm 0.3$	$9.5 \pm 0.3$	$-09.45 \pm 0.3$	$-0.63 \pm 0.06$	$+0.68 \pm 0.07$
FSR 946	06:10:58	14:09:30	$4.46 \pm 0.2$	$1 \pm 1$	$2.1 \pm 0.3$	$9.2 \pm 0.3$	$-09.19 \pm 0.3$	$-0.56 \pm 0.05$	$-0.08 \pm 0.01$
FSR 947	06:08:59	13:52:34	$2.38 \pm 0.2$	$2 \pm 1$	$2.9 \pm 0.3$	$10.1 \pm 0.3$	$-10.04 \pm 0.3$	$-0.80 \pm 0.08$	$-0.15 \pm 0.01$
Kr 1	05:28:22	34:46:01	$1.98 \pm 0.2$	$3 \pm 2$	$2.7 \pm 0.3$	$9.9 \pm 0.3$	$-09.89 \pm 0.3$	$-0.32 \pm 0.03$	$-0.01 \pm 0.01$
Stock 8	05:28:07	34:25:28	$1.98 \pm 0.2$	$2 \pm 1$	$2.7 \pm 0.3$	$0.9 \pm 0.3$	$-09.89 \pm 0.3$	$+0.31 \pm 0.03$	$-0.01 \pm 0.01$
FSR 893	06:13:45	21:32:54	$0.99 \pm 0.1$	$3000 \pm 1500$	$1.1 \pm 0.5$	$8.3 \pm 0.5$	$-08.31 \pm 0.5$	$-0.18 \pm 0.02$	$+0.04 \pm 0.01$

Notas da tabela. Cols. 2 e 3: coordenadas centrais; Col. 7:  $R_{GC}$  calculado usando  $R_{\odot} = 7.2$  kpc como distância do Sol ao centro da Galáxia. Cols. 8 - 10: componentes Galactocêntricas.



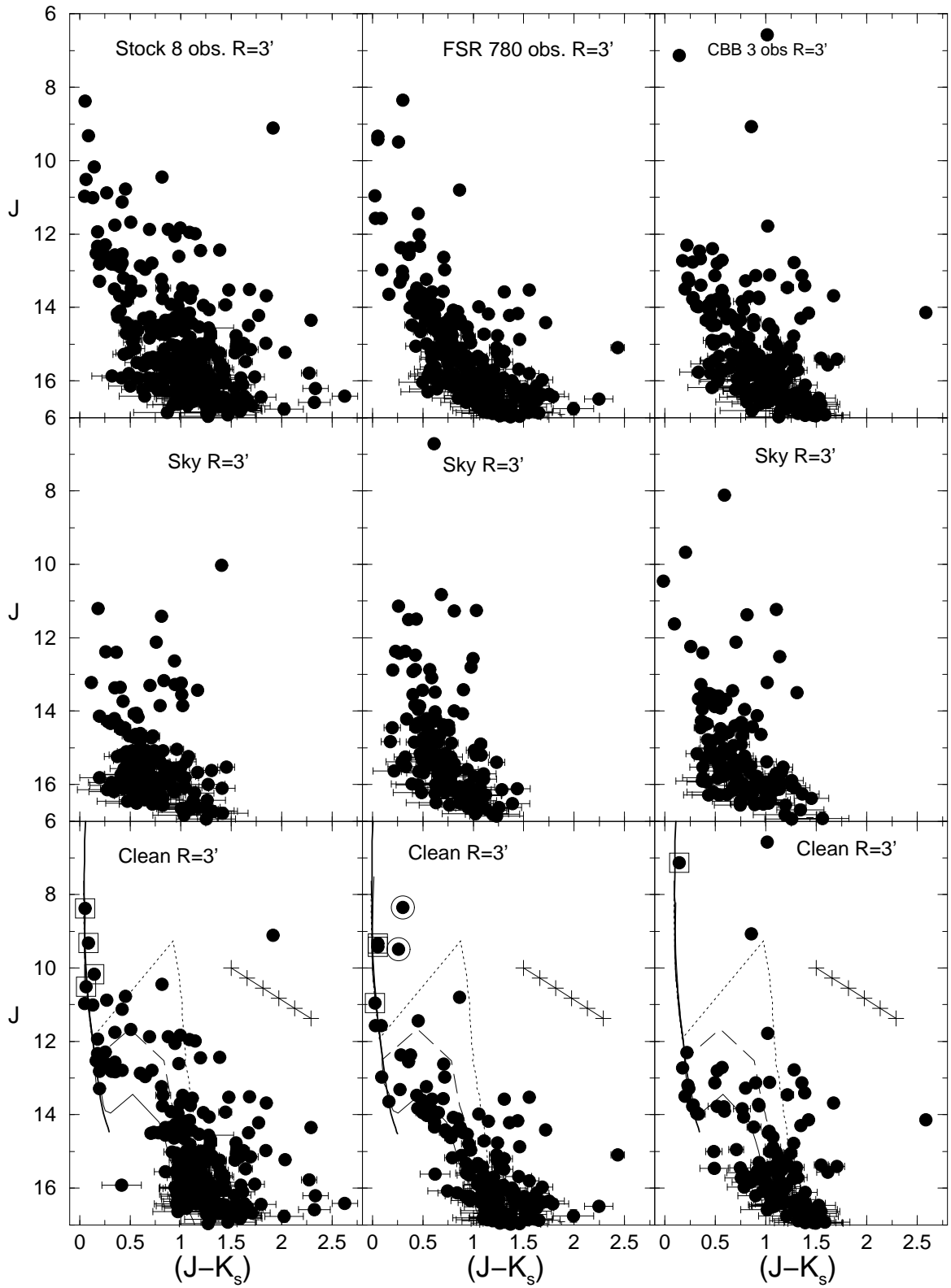


Figura 5.9: O mesmo da Fig. 5.6 para os aglomerados Stock 8, FSR 780, e CBB 3.

4 ( $R \sim 3'$ ) e CBB 5 ( $R \sim 3'$ ) estão projetados muito próximos a Stock 8. CBB 6 com raio de  $\sim 5'$  apresenta uma estrela de tipo B com emissão  $H_\alpha$  e classificada no SIMBAD como YSO (Fig. 5.21). CBB 7 é um aglomerado pequeno ( $R \sim 3'$ ) próximo de FSR 777. CBB 8 está parcialmente imerso na nebulosa Sh2-229 e apresenta uma estrela de tipo O no campo próximo. A estrutura de CBB 8 (Fig. 5.18) e as condições ambientais sugerem que este objeto está em processo de evaporação (Lada & Lada 2003, Bastian & Goodwin 2006). CBB 9 com um raio de  $\sim 6'$  inclui uma estrela de tipo O.

### 5.3.3 Formação estelar sequencial em Aur OB2?

Aparentemente, os OCs não se formam isolados, mas em associações de ECs em complexos de formação estelar (Efremov 1978). Geralmente, essas estruturas estão ligadas ao sistema de braços espirais da Galáxia, o que é consistente com o fato de que encontros com braços espirais são eficientes geradores de instabilidade em GMCs, levando à fragmentação e colapso. Formação estelar seguida de explosões de supernovas, ventos estelares de estrelas massivas e expansão de regiões H II podem dissolver uma GMC numa escala de tempo de poucos  $10^7$ yr (Elmegreen 2000, Bonnell et al. 2006), povoando o disco Galáctico com famílias dinâmicas de aglomerados, isto é, grupos de OCs que têm uma origem dinâmica comum (King et al. 2003, de La Fuente Marcos & de La Fuente Marcos 2008). Essas famílias incluem 10-20 objetos e se dispersam numa escala de tempo de  $\sim 20$  Myr. Após isso, o complexo de formação estelar evolui para aglomerados individuais e as famílias não podem mais serem reconhecidas, já que muitos aglomerados foram dissolvidos.

Por outro lado, uma GMC pode se fragmentar em pequenas nebulosas que serão cenários de formação estelar em menor escala. Uma nebulosa pode colapsar formando um grupo de aglomerados muito próximos entre si, por causa da ação de estrelas massivas que podem disparar uma formação estelar sequencial. Esses sistemas diferem das famílias de aglomerados que são formadas num complexo estelar com escala de  $\sim 600$  pc.

O destino desses objetos depende de muitos fatores, mas se a estrutura sobrevive à fase de *mortalidade infantil* como um sistema estável e ligado, eles têm boas chances de formar pares de aglomerados ou sistemas múltiplos (um aglomerado de aglomerados, Bica et al. 1999 na LMC e Feigelson et al. 2011 na Galáxia). Entretanto, se o grupo forma um sistema ligado, mas não alcançou o equilíbrio, pode

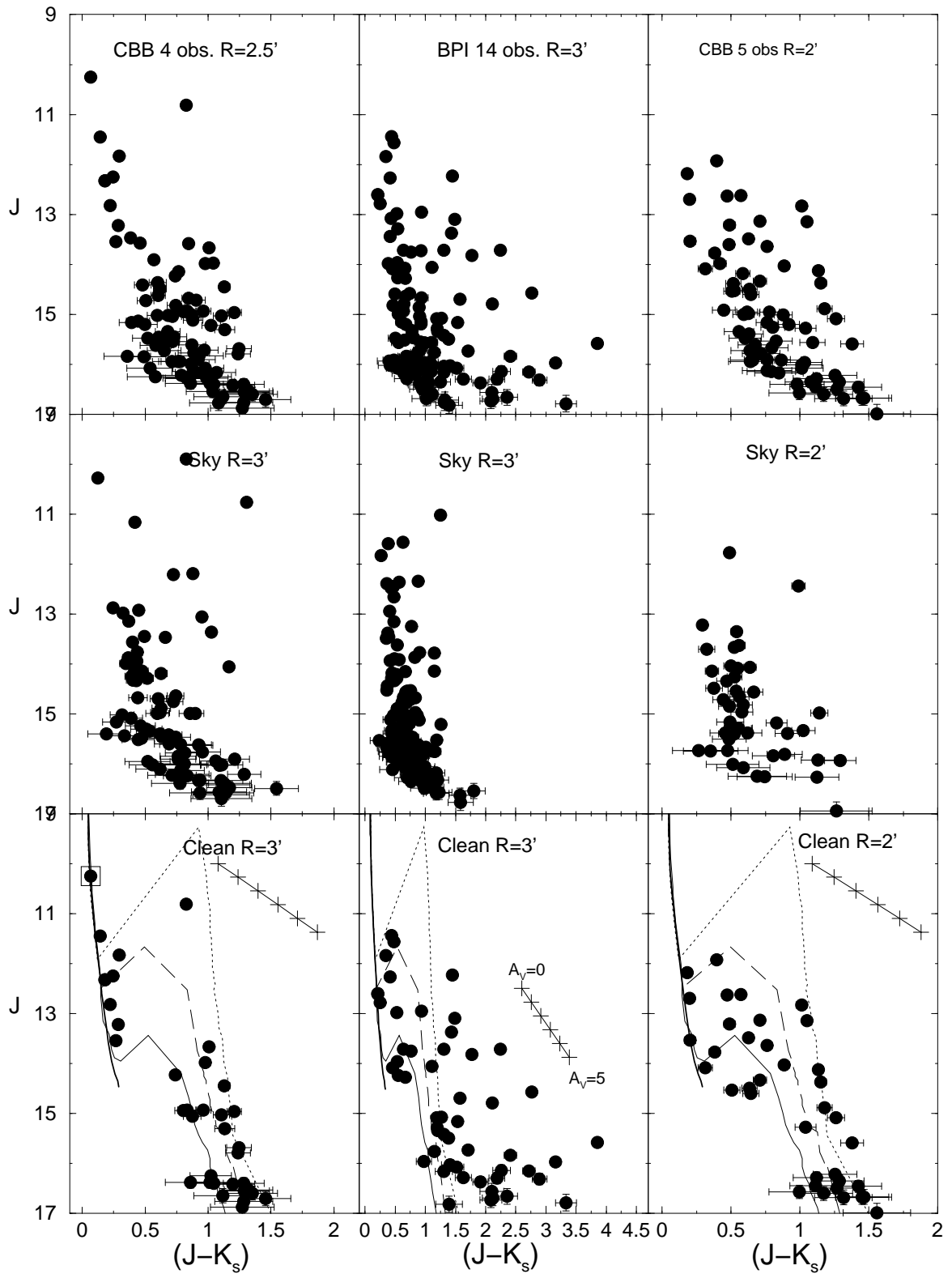


Figura 5.10: O mesmo da Fig. 5.6 para os aglomerados CBB 4, BPI 14 e CBB 5.

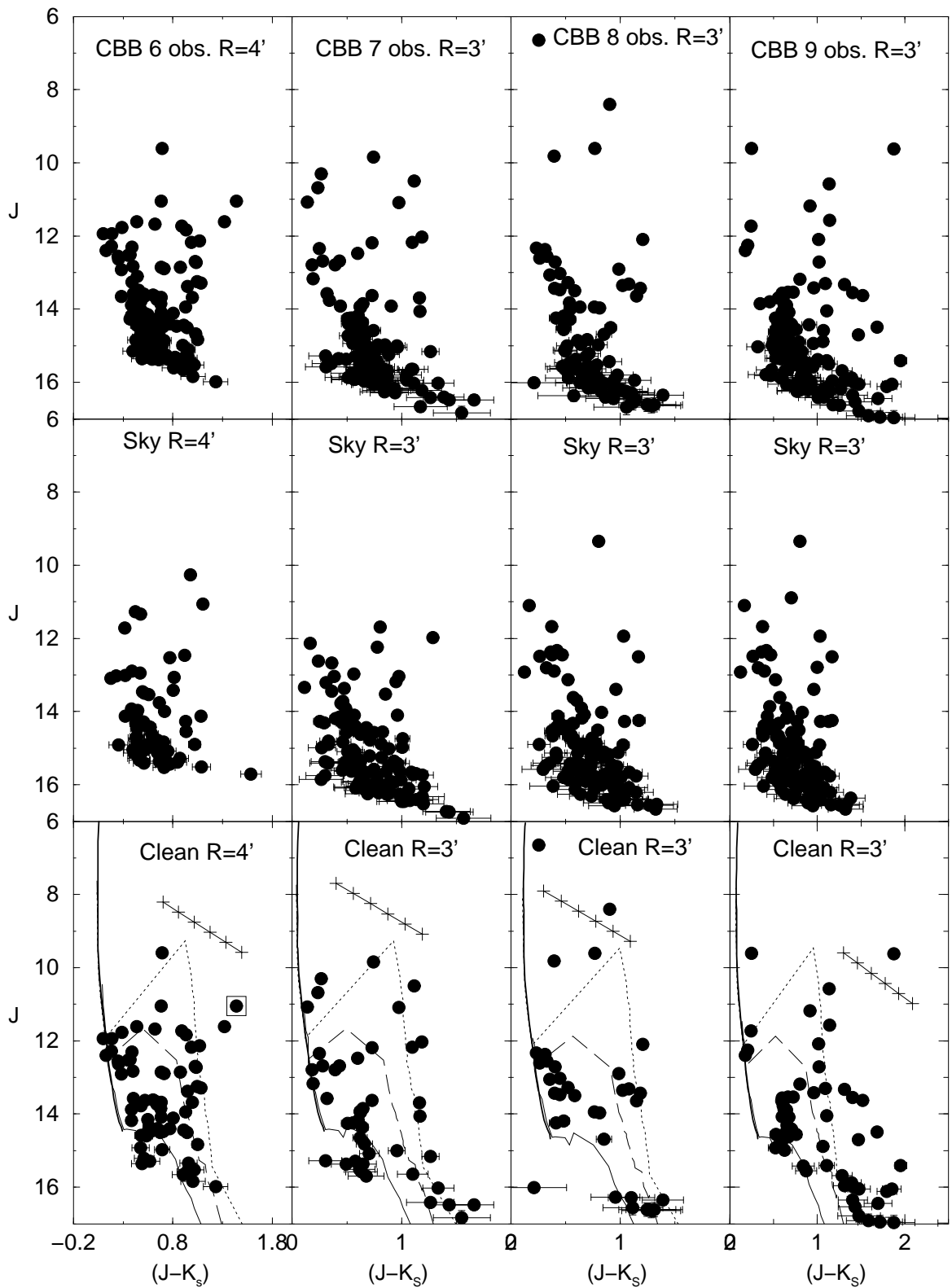


Figura 5.11: O mesmo da Fig. 5.6 para os aglomerados CBB 6, CBB 7, CBB 8 e CBB 9.

ocorrer fusão (*merge*) formando aglomerados massivos. Por outro lado, se após a fase de expulsão do gás primordial os objetos sobreviventes formam um sistema não ligado, eles evoluem para uma associação de aglomerados e eventualmente se dispersam. O fato de que sistemas múltiplos são raros após a expulsão do gás, sugere que eles são extremamente instáveis com escalas de tempo de dissolução por forças de maré ou *merging* de poucos Myr, provavelmente menor do que a duração da formação estelar no interior de um OC<sup>2</sup>. Contudo, há evidências de que associações de aglomerados e aglomerados subestruturados podem desenvolver altas SFEs locais reduzindo o efeito da expulsão do gás e favorecendo a formação de aglomerados ligados (Goodwin 2009, Moeckel & Clarke 2011, Kruijssen et al. 2012). É provável que alguns aglomerados jovens que apresentam subestruturas e RDPs que não seguem um perfil de King sejam resultado de um grupo de aglomerados em processo de fusão, e a dispersão em idade pode indicar a duração da formação estelar na associação primordial de OCs.

FSR 780 é um aglomerado jovem localizado próximo a Stock 8 na nebulosa IC 417 (Sh2-234) em Aur OB2. De acordo com Mel’Nik & Efremov (1995) Aur OB2 está localizada a 2.68 kpc do Sol. Além disso, Fich & Blitz (1984) estimaram cinematicamente uma distância  $2.3 \pm 0.7$  kpc para IC 417. Porém, Jose et al. (2008) derivaram uma idade inferior a 2 Myr e a distância de  $2.05 \pm 0.10$  kpc para Stock 8, com um raio de  $\approx 6'$ . Eles perceberam um sulco no RDP a  $\approx 7'.5$  do centro do objeto.

Os aglomerados descobertos no presente trabalho parecem estar relacionados com Stock 8, FSR 777, Kronberger 1, e BPI 14 em IC 417. Os parâmetros por nós derivados para BPI 14 (Borissova et al. 2003) suportam a sugestão de Jose et al. (2008) de que esse objeto está associado a IC 417. A presença dos outros aglomerados na vizinhança aparece como sulcos nas asas do RDP de cada objeto, o que explica o sulco observado por Jose et al. (2008) no campo de Stock 8. Os RDPs centrados em cada um desses objetos mostram que são picos independentes dando suporte à interpretação de que são aglomerados compactos distintos. Exemplos de tais estruturas são discutidos por Feigelson et al. (2011) para aglomerados no complexo Carina e por Camargo et al. (2011) para ECs em Sh2-233, Sh2-235, Sh2-235A, B e C.

---

<sup>2</sup>de La Fuente Marcos & de La Fuente Marcos (2008) estimaram uma escala de tempo  $< 16$  Myr para pares de aglomerados em contato, e de acordo com Fellhauer, Wilkinson & Kroupa (2011) a escala de tempo para que os sub-aglomerados sofram *merging*, é inferior ao tempo de remoção do gás primordial.

A distribuição angular dos aglomerados, estrelas massivas, nebulosas e objetos estelares jovens (YSOs - *young stellar objects*) suportam um cenário de formação estelar sequencial disparado pelas estrelas massivas em FSR 780 (Fig. 5.21). Entretanto, o gradiente em idade é comparável à sua incerteza.

A distribuição da densidade estelar mostra diversos pequenos sulcos, coincidindo principalmente com as estrelas massivas (Fig. 5.21). Nesse sentido, o nascimento de estrelas massivas na fase de formação de um aglomerado estelar pode destruí-lo completamente, pois seus ventos sopram para fora o material de que as estrelas são formadas. Contudo, se a maioria das estrelas massivas se formam no interior de aglomerados estelares (Lada & Lada 2003, de Wit et al. 2005, Fall, Chandar & Whitmore 2005, Weidner & Kroupa 2006), a presença de tantas estrelas desse tipo isoladas ou em regiões de baixa densidade estelar, pode estar relacionada com a taxa de *mortalidade infantil* de OCs<sup>3</sup>. É possível que a formação de estrelas massivas em grandes associações OB ocorra em *clumps* que se fundem formando aglomerados massivos, ou dissolvem esses *clumps* tornando-se estrelas OB de campo ou eventualmente estrelas *runaway*. O resultado pode ser uma associação OB com muitas estrelas OB de campo e alguns aglomerados estelares.

Em oposição à formação estelar exclusivamente em aglomerados, recentes trabalhos sugerem que estrelas podem se formar em grupos estelares de baixa densidade (LDSGs - *low density stellar groups*) que se dissolvem no campo sem a necessidade de um evento de expulsão do gás (Bastian 2011, Moeckel & Clarke 2011, Kruijssen et al. 2012). Os LDSGs parecem se formar nos filamentos de gás e poeira. Estruturas filamentosas são locais de movimentos turbulentos de gás, o que parece favorecer a formação de estrelas individuais ou LDSGs, já que choques turbulentos podem gerar elevações locais na densidade da nuvem molecular (as turbulências supersônicas filamentosas podem ser muito compressivas) reduzindo a massa de Jeans (Mac Low 2002, Vazquez-Semadeni, Ballesteros-Paredes & Klessen 2003, Clark, & Bonnell 2005). Adicionalmente, Bressert et al. (2010) estimaram que apenas  $\sim 26\%$  dos YSOs na vizinhança solar estão em ECs (regiões densas). Esse cenário pode explicar a localização das estrelas (provavelmente jovens) com emissão  $H_\alpha$  não associadas a aglomerados estelares ou estrelas massivas, e a distribuição contínua de YSOs entre Stock 8 e BPI 14 com provável formação estelar sequencial (Fig. 5.21).

A distribuição da formação estelar em Aur OB2 sugere que a formação estelar em aglomerados (Kroupa 2001a, Lada & Lada 2003, e trabalhos similares) e em

---

<sup>3</sup>Se essas estrelas estão realmente associadas a essa região de formação estelar

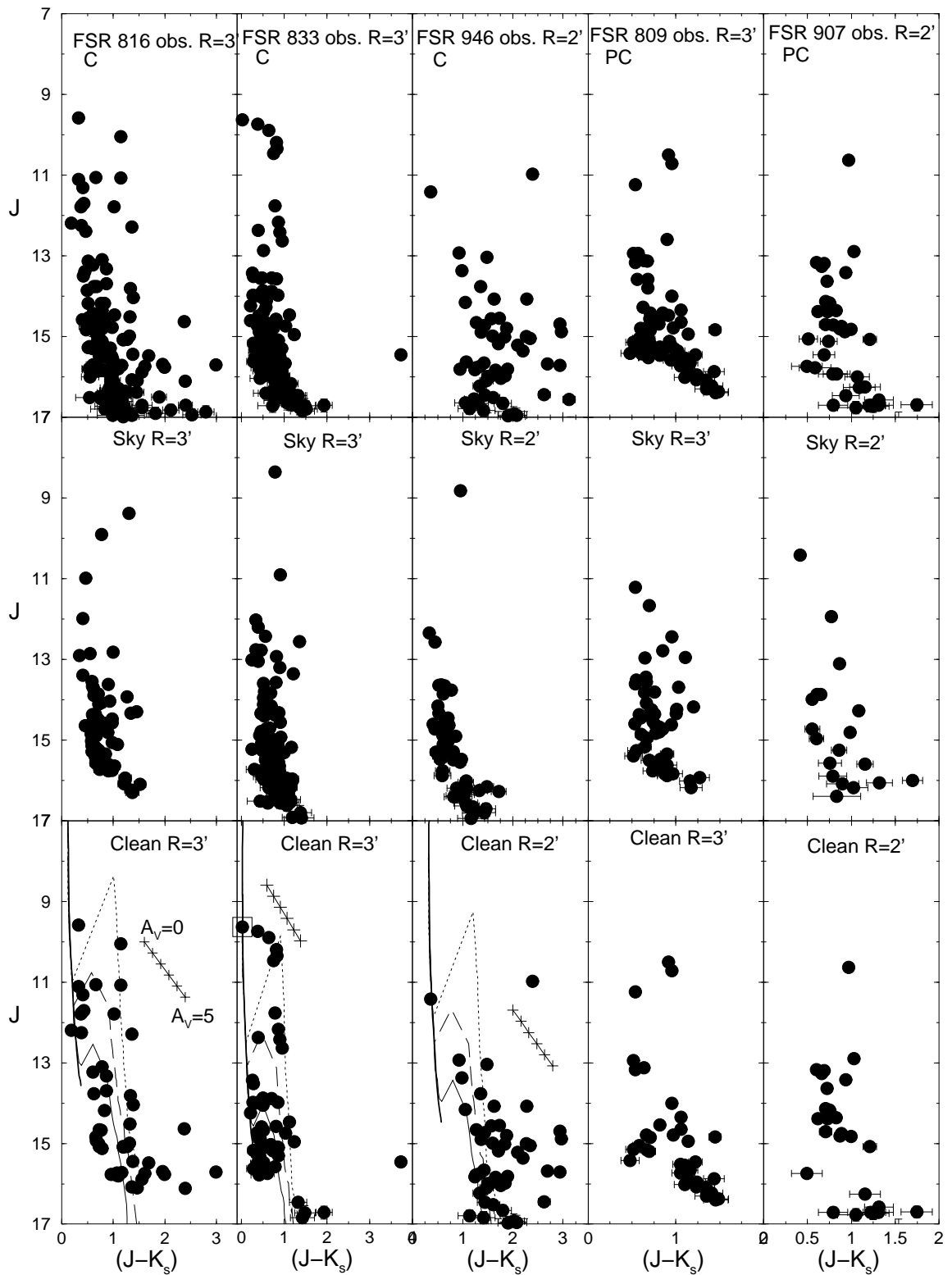


Figura 5.12: O mesmo da Fig. 5.6 para os prováveis (FSR 816, FSR 833 e FSR 946) e possíveis aglomerados (FSR 809 e FSR 907). Não ajustamos isócronas para os possíveis aglomerados. Eles requerem fotometria mais profunda.

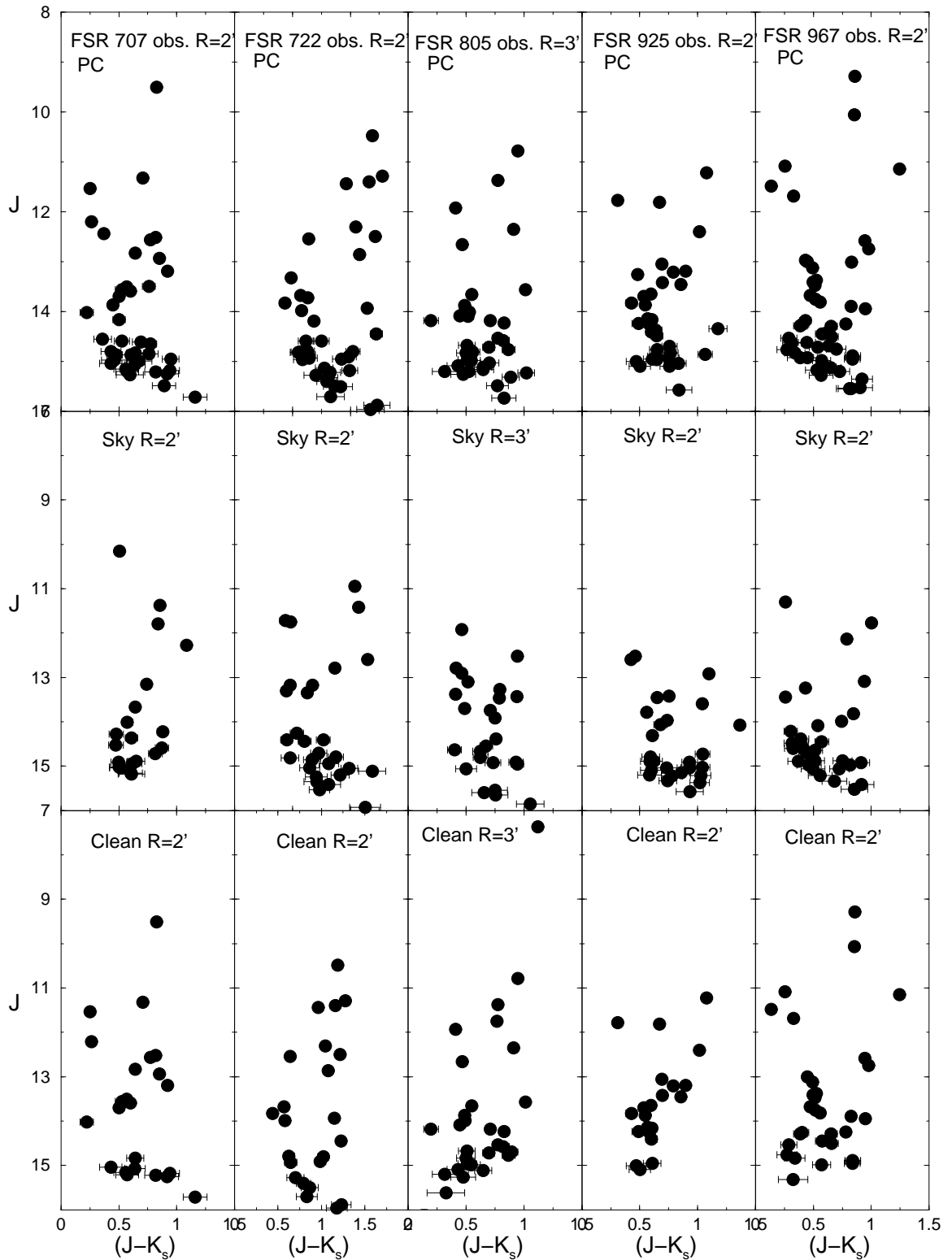


Figura 5.13: O mesmo da Fig. 5.6 para os possíveis aglomerados FSR 707, FSR 722, FSR 805, FSR 925 e FSR 967.



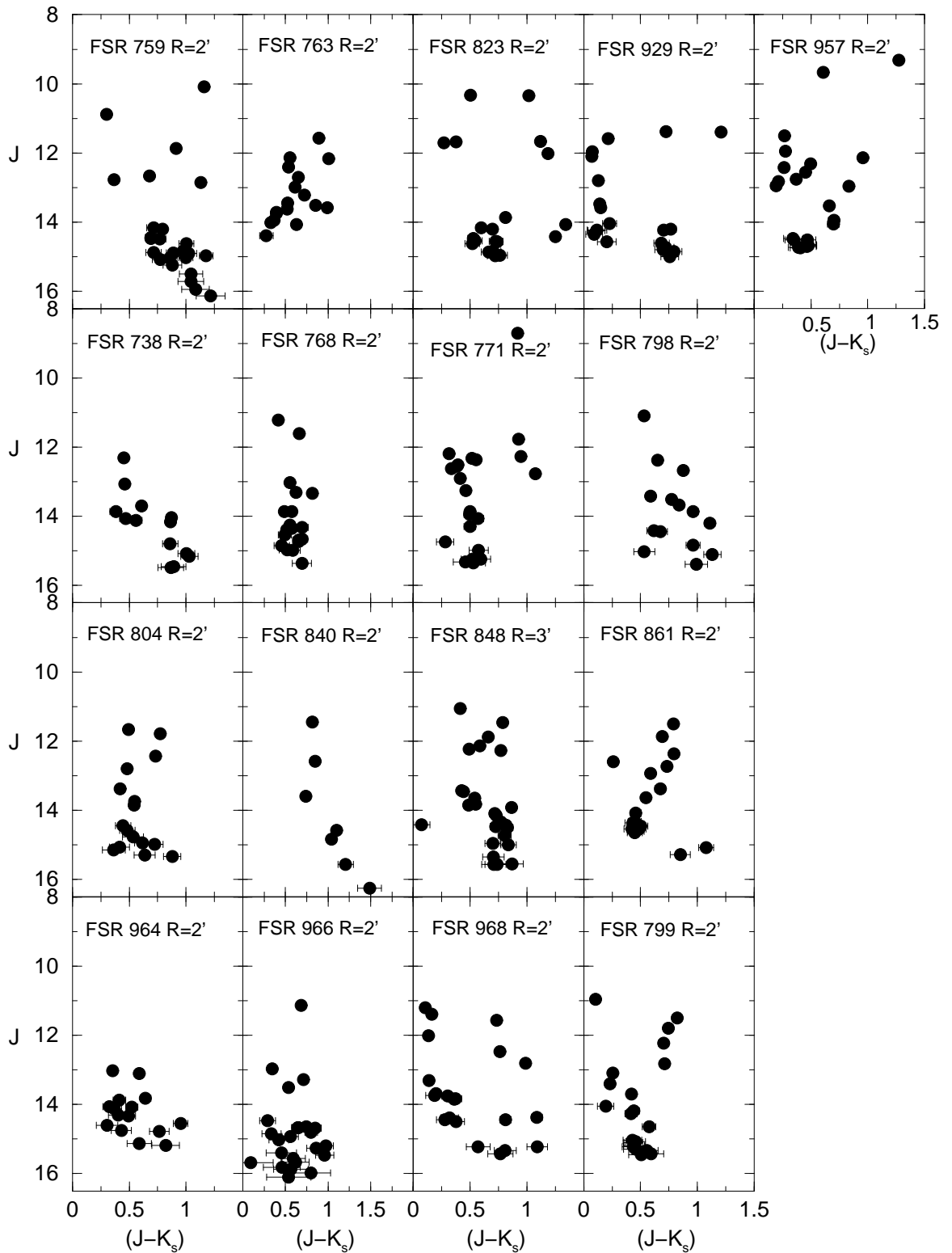


Figura 5.14: CMDs descontaminados para os aglomerados com menor probabilidade de serem aglomerados.

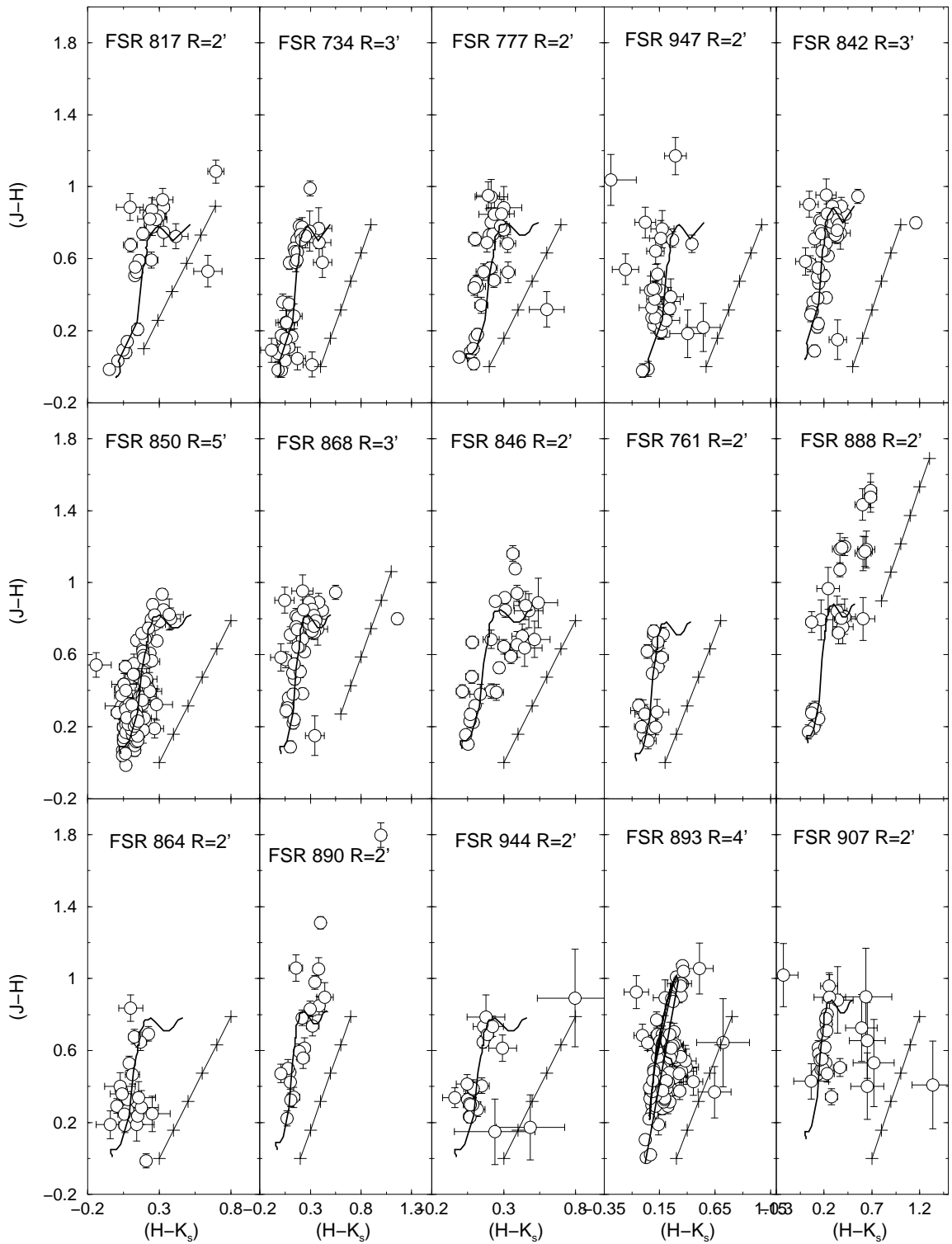


Figura 5.15: Diagrama cor-cor com a fotometria descontaminada dos objetos confirmados como aglomerados. Foram usadas isócronas de Siess et al. (2000) e o vetor avermelhamento para caracterizar a distribuição das estrelas de PMS.

LDSGs (Bastian 2011, Moeckel & Clarke 2011, Kruijssen et al. 2012) podem ser uma ramificação de um cenário global, onde a formação estelar ocorre em grupos com uma distribuição contínua de densidades estelares dependendo da densidade do gás primordial, com densos *clumps* formando densos aglomerados ligados e gás de menor densidade produzindo LDSGs não ligados (Elmegreen 2008, e suas referências). ECs com o gás centralmente concentrado são mais dependentes da SFE do que os sub-estruturados, os quais são menos afetados pela ejeção do gás<sup>4</sup>. Os LDSGs provavelmente resultam em objetos não ligados gravitacionalmente, ou se fundem para formar aglomerados. Esta é uma maneira de formar aglomerados em regiões de gás molecular com baixa densidade. Além disso, esses grupos podem contribuir na formação de associações de aglomerados, já que estruturas filamentosas são frequentemente encontradas próximo de ECs, no interior de grandes regiões de formação estelar. Alguns objetos da associação de aglomerados (Fig. 5.21) do presente trabalho estão localizados ao longo de estruturas filamentosas e são possíveis outras regiões com formação estelar.

A presença de estrelas massivas na região externa de alguns aglomerados ou no campo próximo (Fig. 5.21) pode ser um indicador de formação estelar sequencial com os ventos de estrelas OB expandindo o gás e disparando nova formação estelar (Elmegreen & Lada 1977). Contudo, pode ser resultado de um aglomerado não segregado ou essas estrelas estão sendo ejetadas do aglomerado por efeitos dinâmicos (Gvaramadze et al. 2011, e suas referências).

Formação estelar sequencial também é possível para FSR 777, Kronberger 1 e CBB 7. Neste cenário a formação estelar poderia ter sido disparada pelas estrelas massivas em FSR 777 e a estrela de tipo O abaixo de Kronberger 1 (Fig. 5.21). Kronberger et al. (2006) estimaram para Kronberger 1 uma distância de 1.9 kpc e idade de  $\sim 32$  Myr, mas baseados nos indicadores de idade jovem (Tab. 5.5) e no CMD (Fig. 5.6) sugerimos que esse objeto é um aglomerado bem mais jovem e localizado no braço de Perseus.

No nosso estudo de ECs compactos associados a 4 regiões H II (Sh2-235, Sh2-233, Sh2-232, e Sh2-231) que estão possivelmente desenvolvendo formação estelar sequencial (Camargo et al. 2011), encontramos alguns pares de aglomerados como em IC 417.

---

<sup>4</sup>Estrelas massivas afetam a escala de tempo da expulsão do gás aumentando a influência da SFE no destino de um EC.

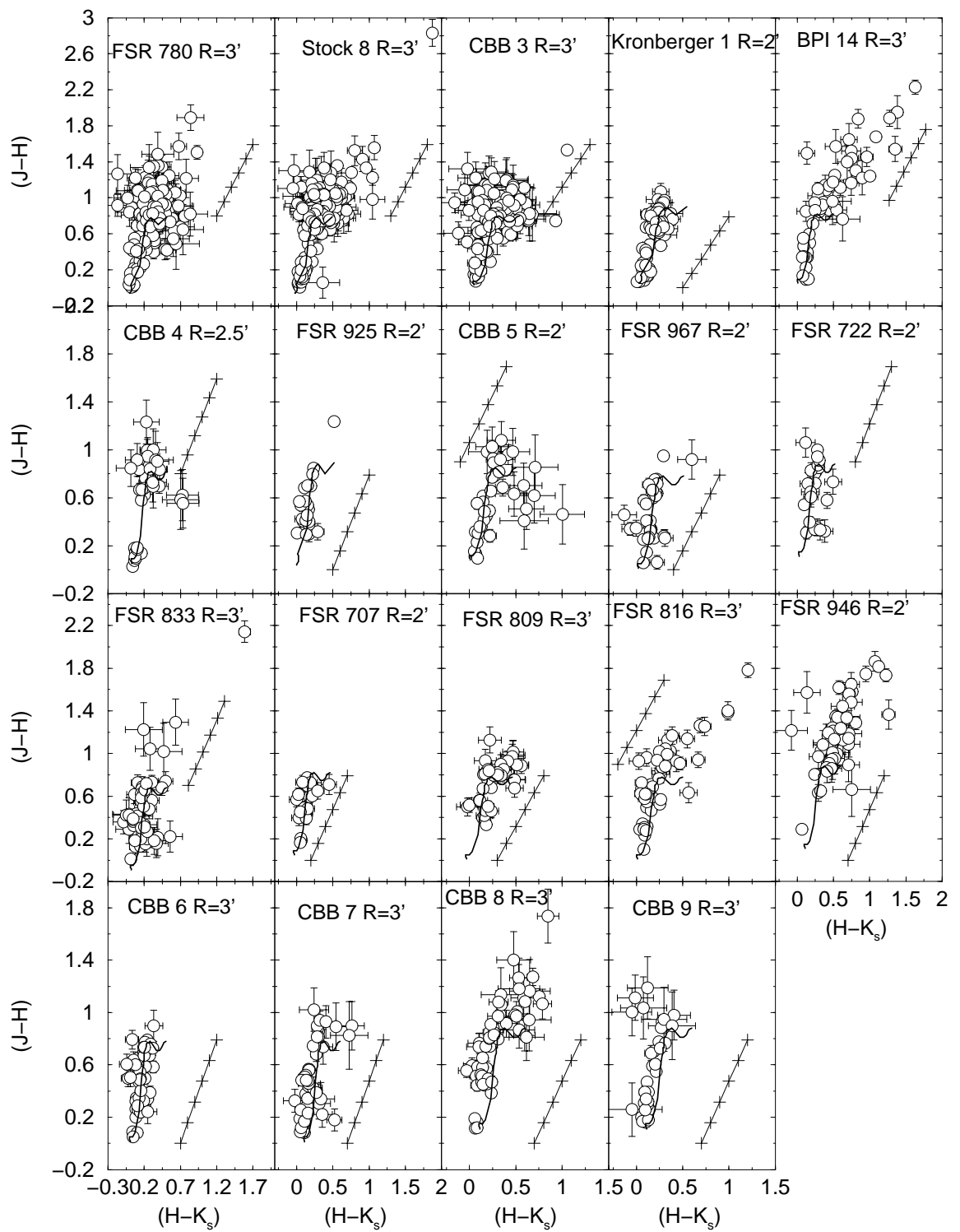


Figura 5.16: O mesmo da Fig 5.15 para os demais aglomerados.

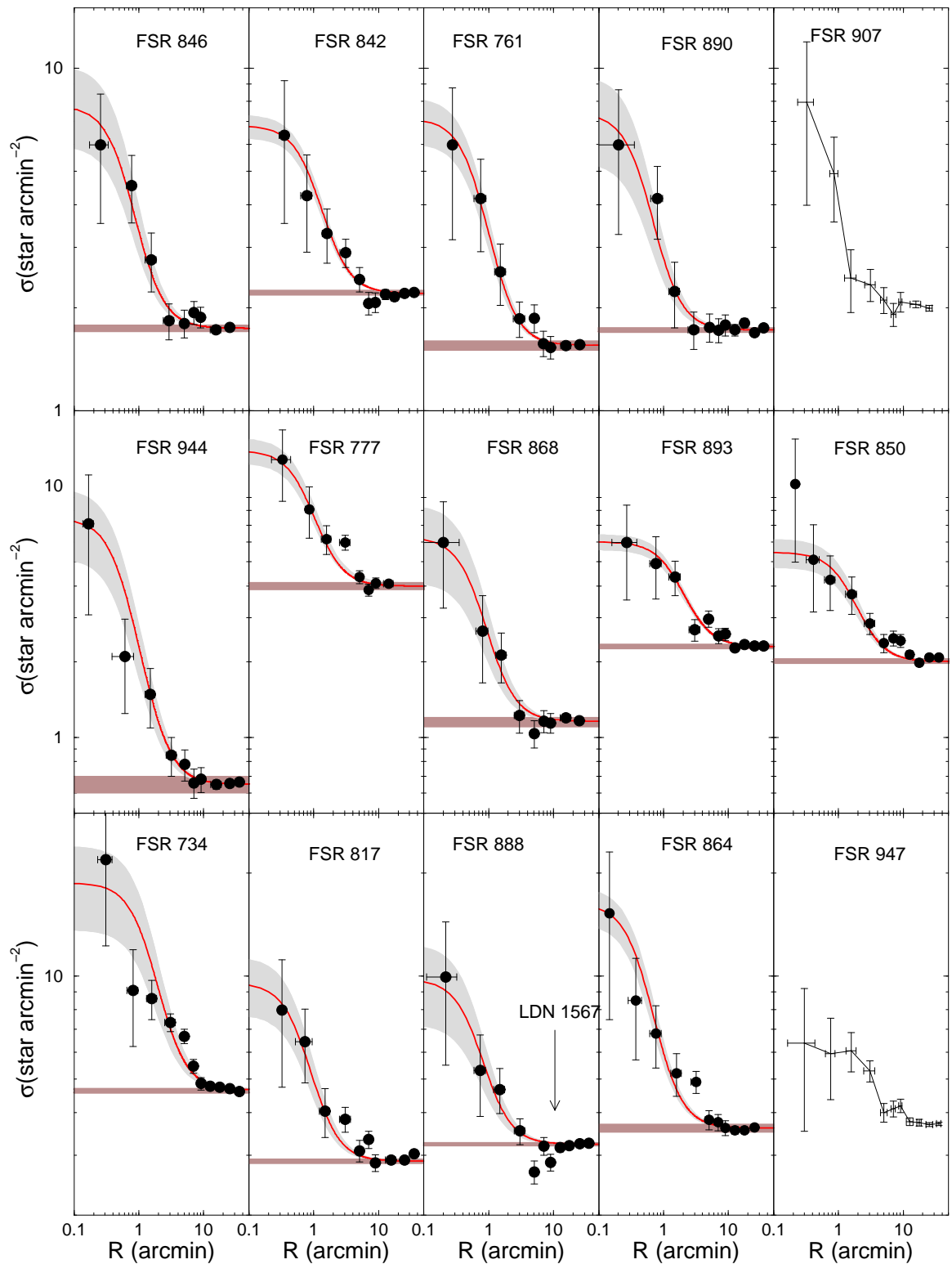


Figura 5.17: Perfil de densidade radial para os objetos confirmados como aglomerados e o provável aglomerado FSR 907.

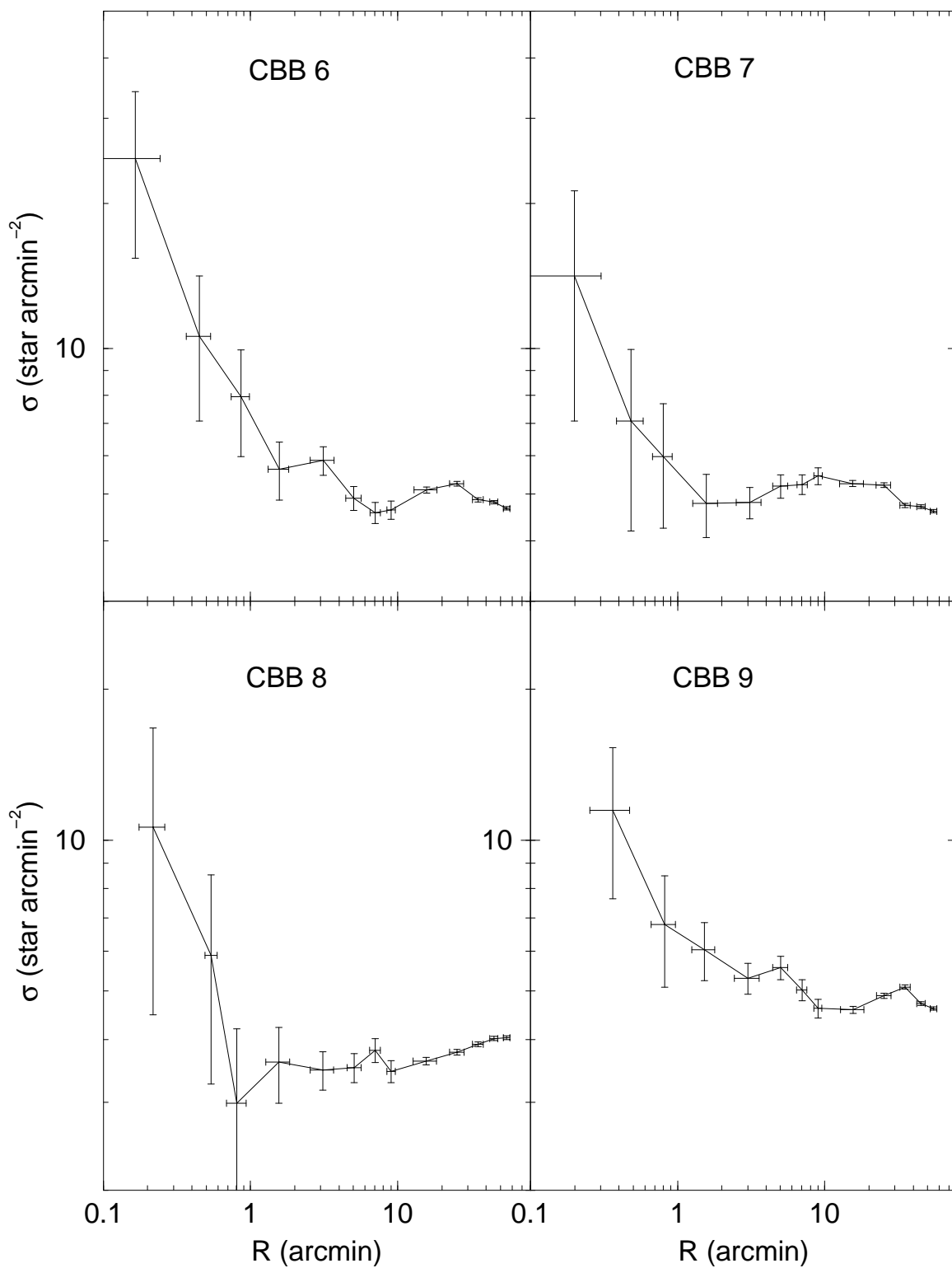


Figura 5.18: O mesmo da Fig 5.17 para os aglomerados CBB 6, CBB 7, CBB 8 e CBB 9.

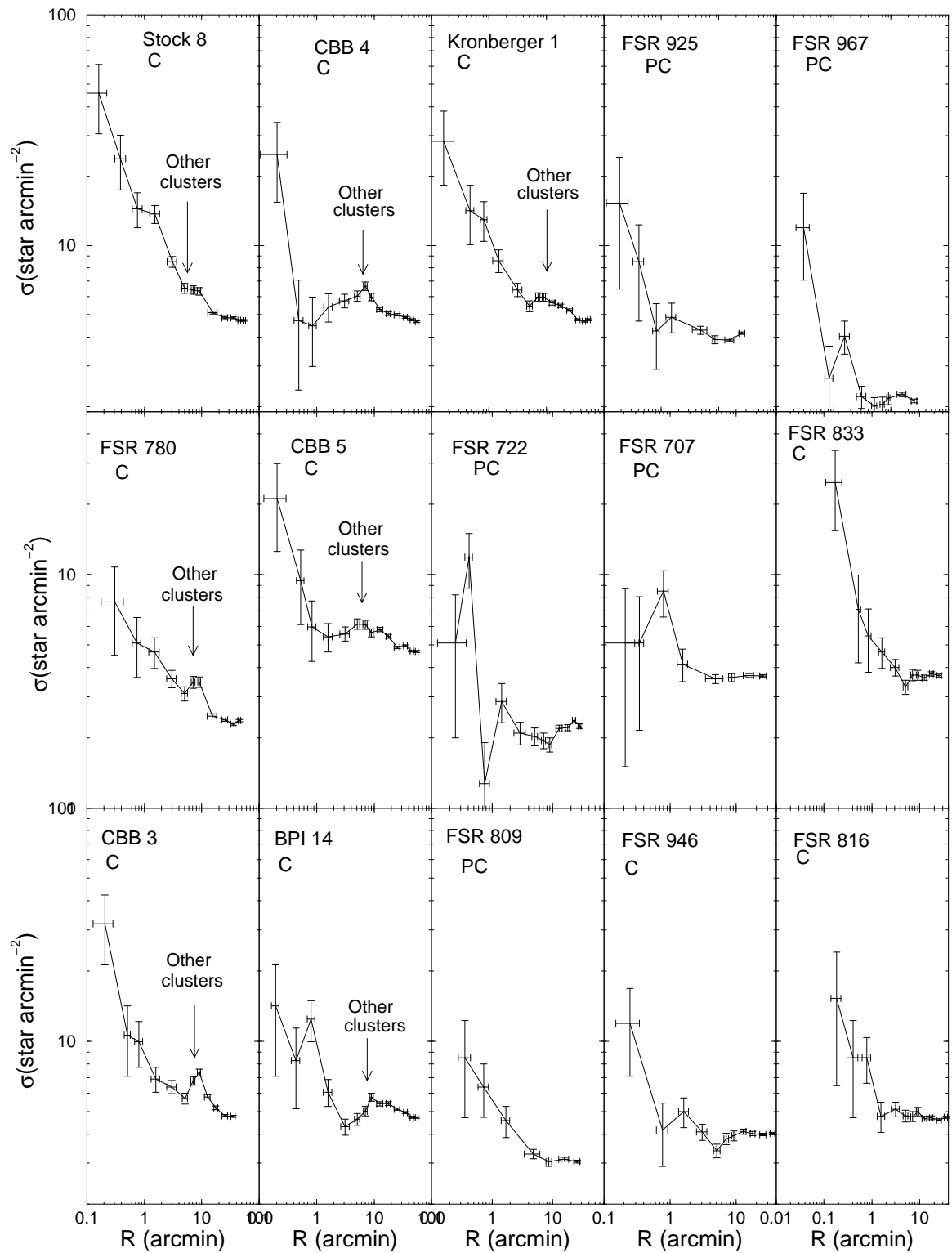


Figura 5.19: Perfil de densidade radial para os aglomerados confirmados (C) e prováveis (PC).

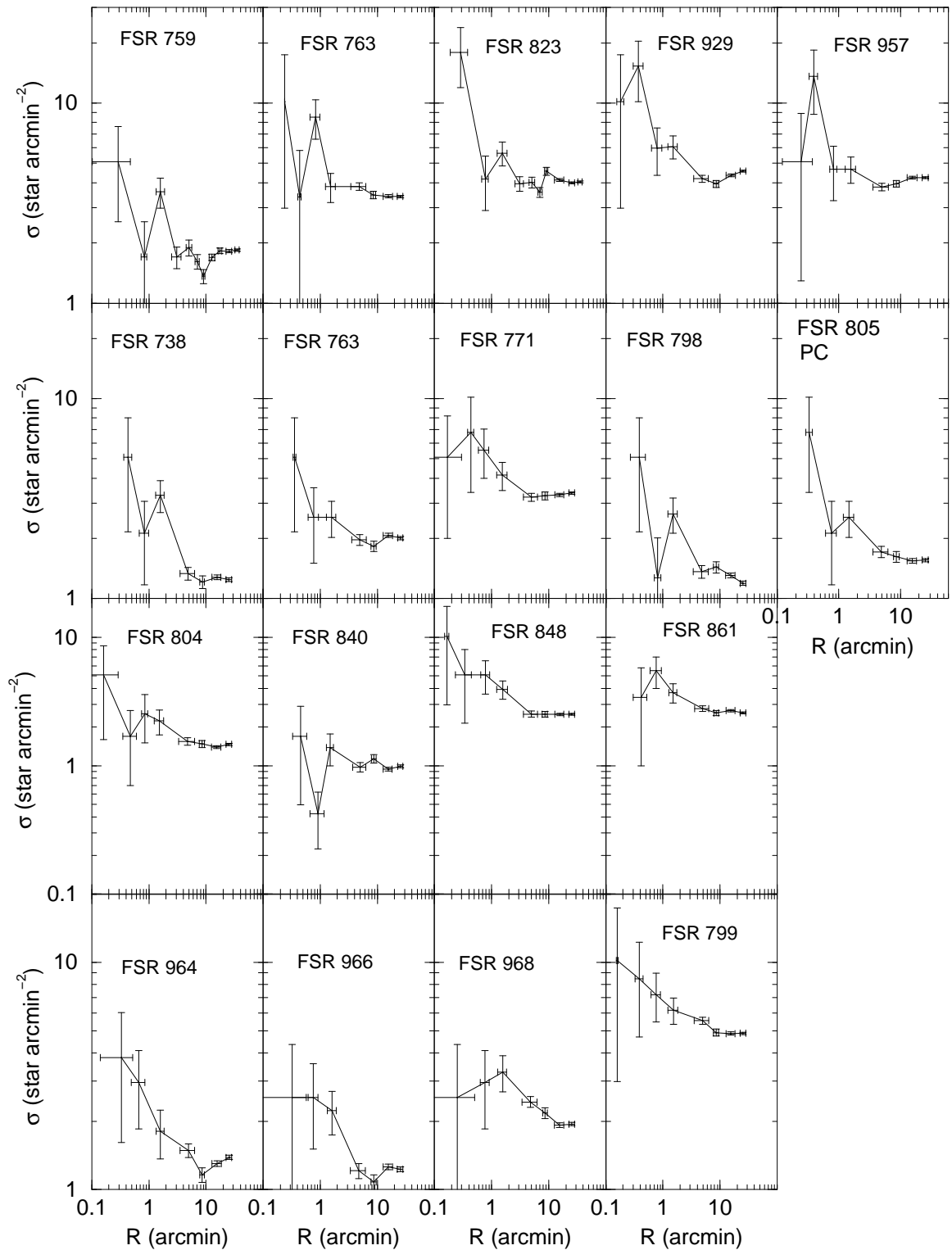


Figura 5.20: Perfil de densidade radial para as sobredensidades com baixa probabilidade de serem OCs e o provável aglomerado FSR 805.



Tabela 5.4: Parâmetros estruturais para 13 candidatos confirmados como aglomerados.

Cluster	(1')	$\sigma_{0K}$	$\sigma_{bg}$	$R_{core}$	$R_{RDP}$	$\sigma_{0K}$	$\sigma_{bg}$	$R_{core}$	$R_{RDP}$	$\Delta R$
	(pc)	(* pc <sup>-2</sup> )	(* pc <sup>-2</sup> )	(pc)	(pc)	(* <sup>-2</sup> )	(* <sup>-2</sup> )	()	()	()
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)
FSR 734	0.76	24.6 ± 5.4	8.0 ± 0.14	1.05 ± 0.21	7.22 ± 1.4	14.2 ± 3.13	4.65 ± 0.08	1.38 ± 0.28	9.5 ± 1.5	20 – 60
FSR 761	0.74	10.17 ± 1.82	2.83 ± 0.09	0.50 ± 0.07	3.7 ± 0.7	5.57 ± 1.0	1.55 ± 0.05	0.68 ± 0.10	5.3 ± 1.0	20 – 30
FSR 777	0.78	16.2 ± 2.1	5.2 ± 0.11	0.59 ± 0.06	4.3 ± 0.8	9.85 ± 1.3	4.1 ± 0.07	0.76 ± 0.08	5.5 ± 1.0	8 – 18
FSR 817	0.68	14.4 ± 4.1	6.3 ± 0.13	0.45 ± 0.07	4.08 ± 1.02	6.68 ± 1.9	2.9 ± 0.06	0.67 ± 0.1	6.0 ± 1.5	20 – 30
FSR 842	0.62	11.96 ± 0.52	5.72 ± 0.10	0.65 ± 0.06	4.34 ± 0.06	4.60 ± 0.2	2.2 ± 0.04	1.05 ± 0.09	7.0 ± 2.0	20 – 40
FSR 846	0.72	11.63 ± 4.05	3.35 ± 0.13	0.43 ± 0.10	3.24 ±	6.03 ± 2.1	1.74 ± 0.05	0.60 ± 0.15	4.5 ± 1.5	20 – 30
FSR 850	0.79	5.5 ± 1.1	2.5 ± 0.06	1.2 ± 0.03	7.9 ± 2.4	3.45 ± 0.7	2.02 ± 0.04	1.51 ± 0.26	10.0 ± 3.0	20 – 30
FSR 864	0.84	15.05 ± 0.95	5.10 ± 0.07	0.40 ± 0.06	5.04 ± 0.84	12.64 ± 0.67	3.60 ± 0.05	0.48 ± 0.07	6.0 ± 1.0	20 – 30
FSR 868	0.79	8.2 ± 3.4	1.8 ± 0.10	0.48 ± 0.15	3.95 ± 1.58	5.11 ± 2.1	1.16 ± 0.06	0.61 ± 0.19	5.0 ± 2.0	20 – 40
FSR 888	0.80	10.3 ± 3.9	5.0 ± 0.06	0.49 ± 0.2	3.2 ± 0.80	6.57 ± 2.5	3.23 ± 0.04	0.62 ± 0.2	4.0 ± 1.0	20 – 40
FSR 890	0.75	10.1 ± 3.9	3.1 ± 0.05	0.36 ± 0.1	2.25 ± 0.75	5.69 ± 2.2	1.72 ± 0.03	0.49 ± 0.2	3.0 ± 1.5	20 – 40
FSR 893	0.32	36.13 ± 3.90	22.46 ± 0.49	0.51 ± 0.08	2.88 ± 0.64	3.70 ± 0.4	2.30 ± 0.05	1.61 ± 0.24	9.0 ± 2.0	20 – 40
FSR 944	0.70	13.87 ± 2.65	1.33 ± 0.20	0.39 ± 0.07	3.85 ± 1.1	6.80 ± 1.3	0.65 ± 0.1	0.56 ± 0.1	5.5 ± 1.5	20 – 40

Notas da tabela. Col. 2: escala de conversão de arcmin para parsec. Para minimizar os graus de liberdade no ajuste de um perfil tipo King ao RDP (Sect. 2.3), o  $\sigma_{bg}$  foi mantido fixo (medido no respectivo campo de comparação) enquanto  $\sigma_0$  e  $R_{core}$  são parâmetros livres. Col. 11: Anel do campo de comparação.

### 5.3.4 Associações OB

Associações OB são frequentemente sub-estruturadas, formadas por diversos sub-grupos. Uma GMC irregular pode formar estrelas massivas simultaneamente e em seguida os ventos dessas estrelas e/ou explosões de supernovas podem produzir uma segunda geração de estrelas massivas propagando a formação estelar e formando aglomerados com pequena dispersão em idade (Elmegreen & Lada 1977). A escala de tempo requerida para que o processo de formação estelar se complete, em todo o complexo estelar é de 10 a 20 Myr (de La Fuente Marcos & de La Fuente Marcos 2008).

A idade de aglomerados jovens é derivada com uma combinação de isócronas de MS e PMS. As isócronas de PMS são especialmente importantes para estimar a idade de aglomerados com sequências principais pouco populosas. Obviamente, para esses aglomerados, a determinação da distância depende da idade assumida, mas a idade que adotamos leva em consideração os indicadores de idade jovem (Tab. 5.5). Eles sugerem que a maioria dos aglomerados da presente amostra estão imersos na nuvem molecular que os deu origem e alguns deles possivelmente ainda formam estrelas. Lada & Lada (2003) inferiram que a duração da fase de EC é de 2-3 Myr e de acordo com Hartmann et al. (2001) estrelas com mais de  $\sim 5$  Myr, em geral, não

Tabela 5.5: Indicadores de aglomerado jovem.

Aglomerado	estrelas IR	estrelas OB	$H_\alpha$	raio-X	DNe	BNe	RNe	Mcl/região H II
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)
BPI 14	x							x
CBB 3	x	x		x				
CBB 4	x	x						x
CBB 5	x				x			x
CBB 6	x	x	x					x
CBB 7	x	x						x
CBB 8	x	x		x			x	x
CBB 9	x	x	x	x				x
FSR 722	x	x		x	x	x	x	
FSR 734	x	x	x	x				
FSR 777	x	x	x	x				
FSR 780	x	x	x	x				x
FSR 816	x		x			x		
FSR 817		x	x	x			x	
FSR 833	x	x	x					
FSR 842	x	x	x	x				
FSR 846	x		x					
FSR 864	x		x					
FSR 888	x				x			x
FSR 890	x	x	x		x			x
FSR 907	x		x					x
FSR 925	x		x	x				
FSR 946	x	x	x	x	x			x
FSR 947	x	x						
FSR 967	x		x					
Kr 1	x	x		x				
Stock 8	x	x	x	x				x

Notas da tabela. Col.(1) fontes IR, (2) estrelas O ou B, (3) fontes de raio-X, (4) nebulosa escura, (5) nebulosa de emissão e (6) nuvem molecular ou região H II. obtido em <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/sim-fcoo> e IPHAS.

Tabela 5.6: Massa estelar estimada para aglomerados estelares com PMS.

Aglomerado	MS			PMS		MS + PMS	
	$\Delta m_{MS}$	$N$	$M$	$N$	$M$	$N$	$M$
	( $M_{\odot}$ )	( $\star$ )	( $M_{\odot}$ )	( $\star$ )	( $M_{\odot}$ )	( $\star$ )	( $M_{\odot}$ )
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)
FSR 734	0.18-95.0	751 ± 515	905 ± 319	133 ± 23	80 ± 14	884 ± 538	985 ± 333
FSR 761	1.30-11.0	148 ± 75	460 ± 266	49 ± 14	29 ± 8	197 ± 89	489 ± 274
FSR 777	2.90-17.0	37 ± 22	264 ± 161	87 ± 15	52 ± 9	124 ± 37	316 ± 170
FSR 817	2.50-11.0	113 ± 15	197 ± 46	94 ± 14	56 ± 8	207 ± 29	253 ± 54
FSR 842	1.50-17.0	219 ± 125	280 ± 64	79 ± 11	47 ± 11	298 ± 136	327 ± 75
FSR 846	2.30-19.0	281 ± 176	294 ± 95	47 ± 10	28 ± 6	328 ± 186	341 ± 101
FSR 850	0.95-11.0	2790 ± 2060	1220 ± 396	51 ± 11	31 ± 7	2841 ± 2456	1251 ± 403
FSR 864	1.10-13.0	796 ± 558	413 ± 110	46 ± 8	28 ± 16	842 ± 566	441 ± 126
FSR 868	1.70-6.25	116 ± 2	174 ± 5	42 ± 9	25 ± 5	158 ± 11	199 ± 115
FSR 888	2.70-11.0	249 ± 175	145 ± 41	45 ± 7	27 ± 4	294 ± 182	172 ± 45
FSR 890	2.30-11.0	288 ± 194	199 ± 49	33 ± 6	20 ± 4	321 ± 200	219 ± 53
FSR 944	1.90-9.75	298 ± 187	251 ± 61	20 ± 5	12 ± 3	318 ± 192	263 ± 65

Notas da tabela. Col. 2: intervalo de massa para MS. Cols. 3-6: conteúdo estelar da MS e PMS. Cols. 7-8: conteúdo estelar total (MS+PMS).

Tabela 5.7: Massa estelar estimada para o OC velho FSR 893

Cluster	Observado no CMD					Extrapolado	
	$\Delta m_{MS}$	$N_{MS}$	$M_{MS}$	$N_{evol}$	$M_{evol}$	$N$	$M$
	( $M_{\odot}$ )	( $\star$ )	( $M_{\odot}$ )	( $\star$ )	( $M_{\odot}$ )	( $\star$ )	( $M_{\odot}$ )
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)
FSR 893	0.35-1.50	646 ± 158	357 ± 73	11 ± 7	15 ± 10	2510 ± 2420	677 ± 473

Notas da tabela. Col. 2: intervalo de massa da MS. Col. Cols. 3-6: conteúdo estelar da MS e estrelas evoluídas. Cols. 7-8: conteúdo estelar extrapolado para o limite de  $0.08 M_{\odot}$ .

são encontradas associadas ao gás molecular. A escala de tempo para a formação estelar nos braços espirais é de  $\sim 1 - 4$  Myr e para pequenas nuvens (40 pc), é de  $\sim 1$  Myr (Elmegreen 2000, Ballesteros-Paredes & Hartmann 2007, Tamburro et al. 2008). Algumas estrelas de PMS da presente amostra apresentam excesso no IR, mas, no entanto, a grande maioria das estrelas de PMS perdem seus discos internos em  $\sim 6$  Myr e metade delas parecem perdê-los em menos de 3 Myr (Haisch, Lada & Lada 2001). A dispersão em idade em aglomerados com estrelas de PMS é frequentemente assumida como  $\sim 10$  Myr (Palla & Stahler 2000), mas Jeffries et al. (2011) propõem que a dispersão é inferior ao tempo de vida médio dos discos circunstelares. A escala de tempo pequena para *merging* ou dissolução por forças de maré para múltiplos aglomerados, também sugere idade jovem para os ECs em grupo na nossa amostra. As incertezas relativamente grandes nas distâncias derivadas são uma consequência das incertezas nas idades.

Os aglomerados Stock 8, FSR 780, CBB 3, CBB 4, CBB 5, BPI 14, Kronberger 1 e FSR 777 estão associados a Sh2-234 na associação Aur OB2. De acordo com os parâmetros derivados para esses aglomerados (Tab. 5.3), Aur OB2 está localizada no braço de Perseus. Similarmente, Bonatto & Bica (2009b) derivaram a distância de  $2.4 \pm 0.3$  kpc e idade de aproximadamente 10 Myr para NGC 1931 que está imerso em Sh2-237 no interior de Aur OB2. Moffat et al. (1979) derivaram  $d_{\odot} = 1.8$  kpc, Pandey & Mahra (1986) e Bhatt et al. (1994) 2.2 kpc, e para Chen, Chen & Shu (2004) a distância é de 3.1 kpc. O EC mais populoso nesta região é NGC 1893, para o qual Tapia et al. (1991) estimaram uma idade de aproximadamente 4 Myr e distância de 4.3 kpc. Sharma et al. (2007) derivaram a distância de  $3.25 \pm 0.02$  kpc para NGC 1893 e sugerem que esse objeto tem idade inferior a 3 Myr. A distância derivada para CBB 8 sugere que a nebulosa Sh2-229 pertence ao braço de Perseus, apesar da incerteza na determinação da distância.

Em Camargo et al. (2011) derivamos parâmetros para ECs associados às regiões H II Sh2-231, Sh2-232, Sh2-233, e Sh2-235 na direção de Aur OB1 na fronteira com Aur OB2. Dentro da faixa de incertezas estes objetos também podem pertencer ao braço de Perseus. Neste contexto, Straizys, Drew & Laugalys (2010) sugerem que Sh2-231 pode ser um objeto do braço de Perseus, mas eles encontraram a distância de 1.3 kpc para as outras nebulosas, o que está de acordo com a distância estimada por Humphreys (1978) para Aur OB1. Esse valor é frequentemente adotado como distância para objetos em Aur OB1.

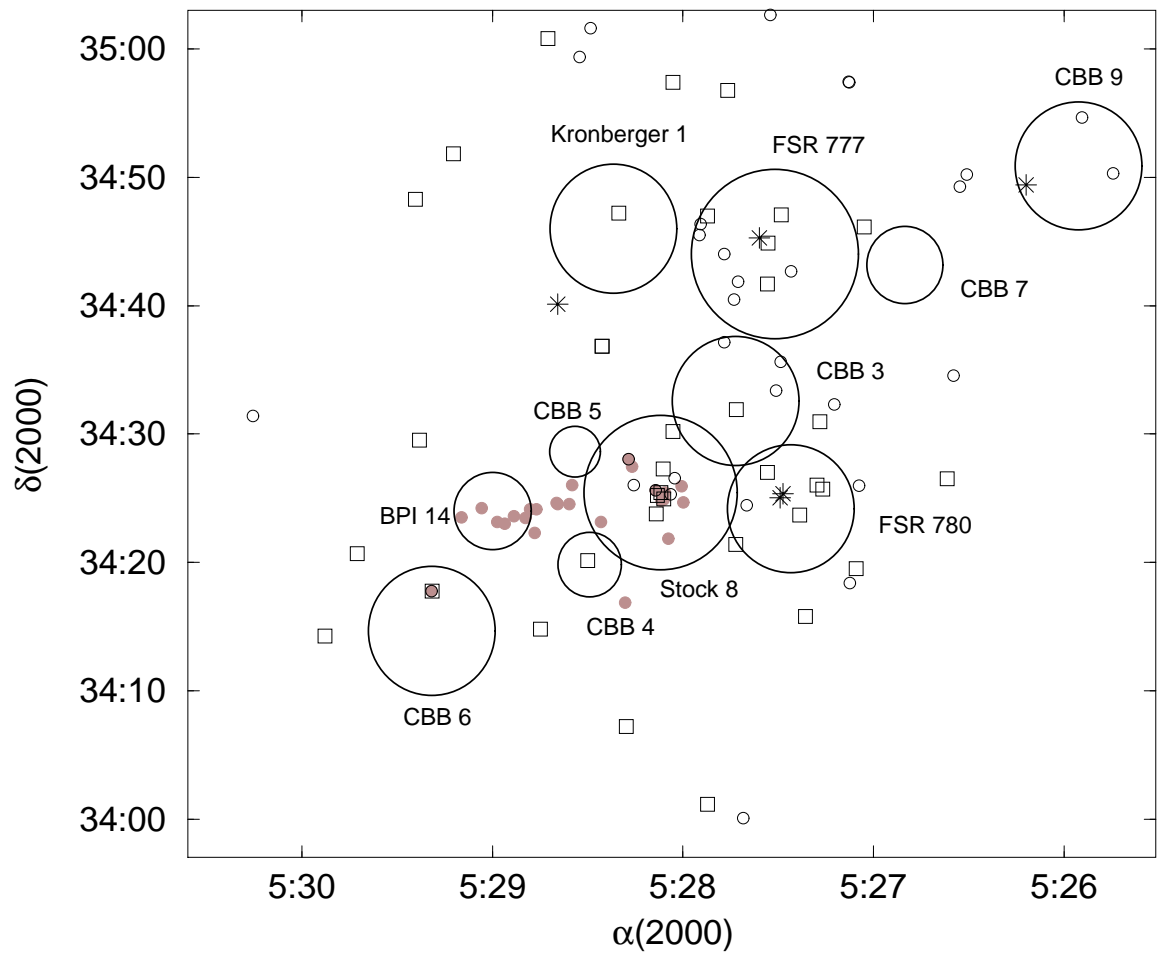


Figura 5.21: Distribuição angular dos aglomerados (círculos grandes) e a concentração de estrelas massivas em Aur OB2. Os círculos hachurados são estrelas de tipo O, os quadrados são estrelas de tipo B, os círculos vazados são estrelas com emissão em  $H_\alpha$  e os círculos marrons são YSOs.

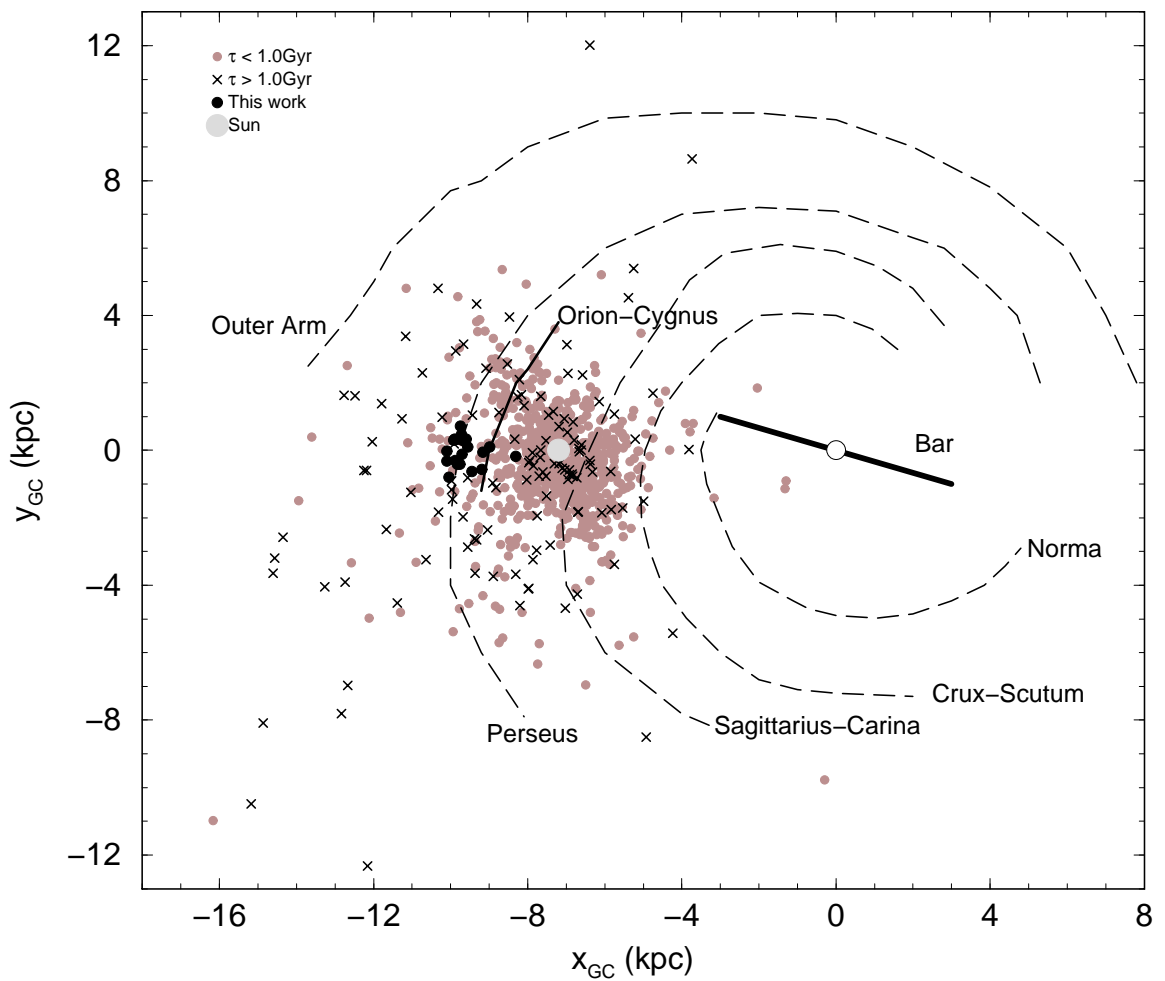


Figura 5.22: Distribuição espacial dos aglomerados confirmados (círculos pretos) comparados com os OCs do WEBDA com idades inferiores a 1 Gyr (círculos marrons) e superiores a 1 Gyr (cruzes). A projeção esquemática da Galáxia é vista do polo norte (Momany et al. 2006), com 7.2 kpc como distância do Sol ao centro da Galáxia.

FSR 888 e FSR 890 estão imersos na nebulosa Sh2-249 (LBN 188.69+04.25) em Gem OB1. Nossos parâmetros para esses objetos sugerem que Sh2-249 e consequentemente Gem OB1 estão no braço de Perseus. A distância a Gem OB1 foi estimada entre 1.2 - 2 kpc (Haug 1970, Humphreys 1978). Carpenter, Snell & Schloerb (1995) encontraram uma distância de 1.5 kpc para Gem OB1 e 2 kpc para uma GMC na direção desta associação.

Russeil, Adami & Georgelin (2007) estimaram a distância de  $2.46 \pm 0.16$  kpc para o complexo 192.5-0.1 que é composto das nebulosas Sh2-254, Sh2-255, Sh2-256, Sh2-257 e Sh2-258 (Chavarría et al. 2008, Ojha et al. 2011). Reid et al. (2009) propõem que Sh2-252 faz parte do braço de Perseus. No entanto, Bonatto & Bica (2011a) derivaram a distância de aproximadamente 1.5 kpc para aglomerados em Sh2-252. É possível que exista um significativo efeito de profundidade para nebulosas na direção de Gem OB1.

A Fig. 5.22 mostra a distribuição angular dos objetos confirmados como aglomerados no plano Galáctico e nos braços espirais (Momany et al. 2006). Percebemos uma significativa concentração dos novos aglomerados ao longo do braço de Perseus.

## 5.4 Conclusão

Neste capítulo investigamos a natureza de 48 sobredensidades do catálogo FSR07, projetados na direção do anti-centro da Galáxia. Além dos 6 OCs previamente estudados, confirmamos 18 deles como novos aglomerados. Dos demais, 7 são prováveis aglomerados e 17 são objetos com menor probabilidade de resultarem em aglomerados. Ambos os tipos requerem fotometria mais profunda para verificar se são aglomerados ou apenas flutuações de campo.

Além disso, analisamos os aglomerados previamente estudados Stock 8, Kronberger 1 e BPI 14. Descobrimos 7 novos aglomerados (CBB 3 a CBB 9). Esses objetos, junto com FSR 780 e FSR 777 estão localizados na associação Aur OB2. Essa associação apresenta uma família de aglomerados jovens com idades inferiores a 10 Myr. Em menor escala, os objetos anteriormente mencionados (exceto CBB 8 que está imerso em Sh2-229) formam uma associação de aglomerados com evidência de formação estelar sequencial similar a Sh2-235 (Camargo et al. 2011). Baseados na distância para eles derivada, sugerimos que Aur OB2 está localizada no braço de Perseus a uma distância de 2.7 kpc do Sol.

Neste contexto, Aur OB2 e a associação de aglomerados que encontramos podem ser um importante laboratório para investigar a formação estelar em aglomerados subestruturados e associações de aglomerados, bem como a origem das estrelas OB de campo.

As sobredensidades confirmadas como aglomerados estelares FSR 888 e FSR 890 estão imersas em Sh2-249 no interior da associação Gem OB1. A distância derivada para esses ECs sugere que Sh2-249 e Gem OB1 também pertencem a Perseus e estão a 2.6 kpc do Sol.



## Capítulo 6

# Metalicidades de OCs da Galáxia

A metalicidade é um parâmetro importante para o nosso entendimento da formação e evolução estelar e das galáxias. Os aglomerados estelares são constituídos de estrelas com mesma idade e composição química inicial, por isso, o estudo desses objetos pode fornecer informações tanto sobre o ambiente local quanto global. Nesse sentido, os OCs são usados como traçadores das propriedades do disco Galáctico e sua evolução com o tempo (Friel 1995). Por exemplo, a metalicidade dos OCs pode ser usada para traçar o gradiente de metalicidade do disco Galáctico, a evolução temporal desse gradiente e a relação idade-metalicidade do disco (Janes 1979, Panagia & Tosi 1981, Cameron 1985, Friel 1995, Carraro et al. 1998, Magrini et al. 2009).

No entanto, os parâmetros fundamentais (*idade, avermelhamento e distância*) de OCs geralmente são derivados através de fotometria com ajuste de isócronas no CMD. Incertezas fotométricas, avermelhamento diferencial e formação de sistemas múltiplos podem alargar as sequências evolutivas dos aglomerados, dificultando a obtenção da metalicidade por ajuste de isócronas. Por isso, geralmente é adotada a metalicidade solar para aglomerados da Galáxia.

A metalicidade dos OCs da Galáxia, indica que existe um gradiente de metalicidade, com a abundância em metais caindo com o raio Galactocêntrico. Mas, aparentemente, não existe correlação entre a idade dos OCs da vizinhança solar e suas metalicidades. Parece que para os OCs, o ambiente onde eles se formam é mais importante do que a idade (Friel 1995, Friel et al. 2002, Carrera & Pancino 2011). Na direção do antcentro, os OCs velhos exibem uma queda, em abundância, ligeiramente mais acentuada do que os aglomerados jovens (Friel et al. 2002).

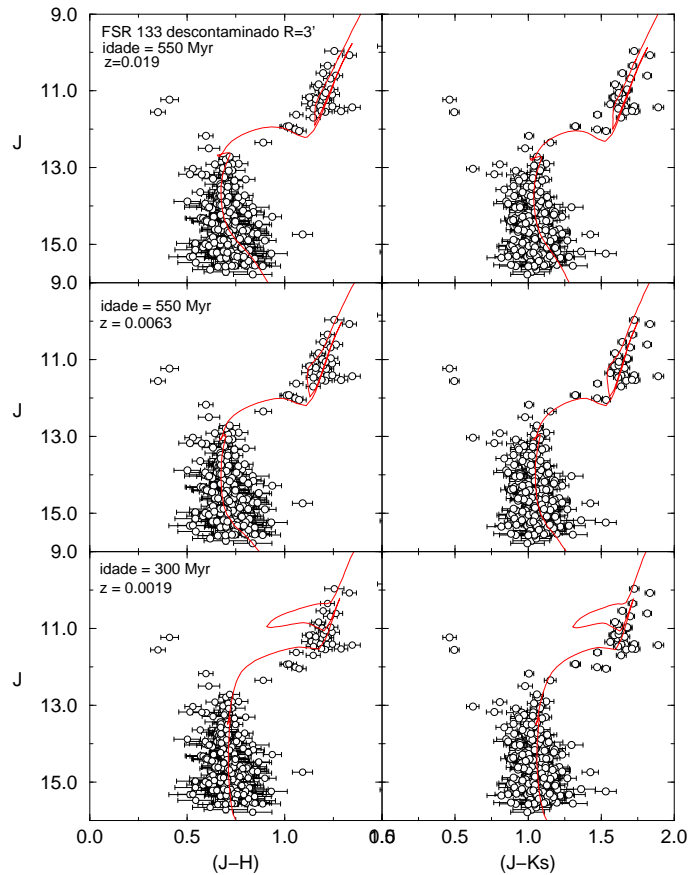


Figura 6.1: CMDs 2MASS,  $J \times (J - H)$  (esquerda) e  $J \times (J - K_s)$  (direita), extraídos da região central de FSR 133, descontaminado das estrelas de campo e com ajuste de isócronas de Padova de 550 Myr. As metalicidades das isócronas ajustadas são: a solar que é 0.019 (painéis superiores), 0.0063 (painéis intermediários) e 0.0019 (painéis inferiores).

## 6.1 Ajuste de isócronas e metalicidade

Para OCs pouco populosos o melhor ajuste de uma isócrona no CMD é definido principalmente pela MS e RGB. No entanto, essas sequências evolutivas não são uma linha tênue como as isócronas, pelo contrário, elas estão dispostas no CMD ocupando faixas em cor-magnitude. Essas sequências podem ser alargadas principalmente pelos efeitos de avermelhamento diferencial, incertezas fotométricas e binarismo não resolvido.

Para verificar a influência da metalicidade no ajuste de isócronas, mostramos nas Figs. 6.1, 6.2 e 6.3 o ajuste de isócronas de Padova (Marigo et al. 2008) de três

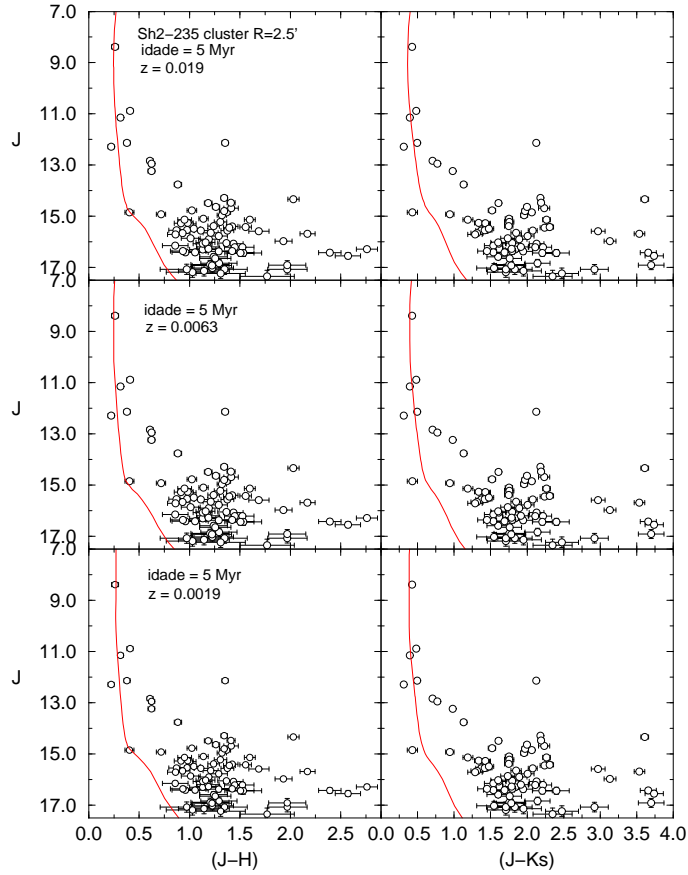


Figura 6.2: O mesmo da Fig. 6.1 para Sh2-235 Cluster, com isócrona de Padova de 5 Myr.

metallicidades distintas (0.019, 0.0063 e 0.0019) aos CMDs descontaminados de cada objeto.

FSR 133 (Fig. 6.1) é um OC com seqüências evolutivas bem definidas, idade de  $\sim 550$  Myr,  $d_{\odot} = 1.9 \pm 0.1$  kpc e  $R_{GC} = 6.2 \pm 0.2$  kpc (Bica et al. 2008). Foi possível o ajuste para ambas as metalicidades, tanto no CMD  $J \times (J - H)$  quanto no  $J \times (J - K_s)$ , mas as isócronas com  $Z = 0.019$  e  $Z = 0.006$  ajustam melhor as seqüências evolutivas de FSR 133. De acordo com Friel (1995), a metalicidade da maioria dos OCs da Galáxia fica na faixa de 0.019 e 0.006. O ajuste para as isócronas de metalicidade sub-solar poderia ser melhorado reduzindo-se a idade, mas a posição do turn-off favorece os dois primeiros ajustes.

A Fig. 6.2 mostra os CMDs do EC Sh2-235 Cluster descontaminados e com ajuste de isócronas com as metalicidades anteriormente referidas. Sh2-235 teve seus

parâmetros derivados em Camargo et al. (2011). Trata-se de um objeto jovem ( $5 \pm 2$  Myr), mas com uma MS definida (Sec. 4.2.1). Este objeto está a  $2.0 \pm 0.6$  kpc do Sol e a  $6.2 \pm 0.2$  kpc do centro da Galáxia. O ajuste de isócrona foi possível para as três metalicidades consideradas.

Na Fig. 6.3 mostramos os CMDs 2MASS  $J \times (J - H)$  descontaminado para FSR 852 e FSR 893 (Cap. 5). FSR 852 tem a idade de  $1 \pm 0.2$  Gyr,  $d_{\odot} = 2.2 \pm 0.1$  kpc e  $R_{GC} = 9.4 \pm 0.1$  kpc (Camargo et al. 2010) FSR 893 é um OC velho, com  $3 \pm 1.5$  Gyr de idade e as distâncias  $d_{\odot} = 1.1 \pm 0.5$  kpc e  $R_{GC} = 8.3 \pm 0.5$  kpc (Camargo et al. 2012). O ajuste de isócrona nas três metalicidades também foi possível.

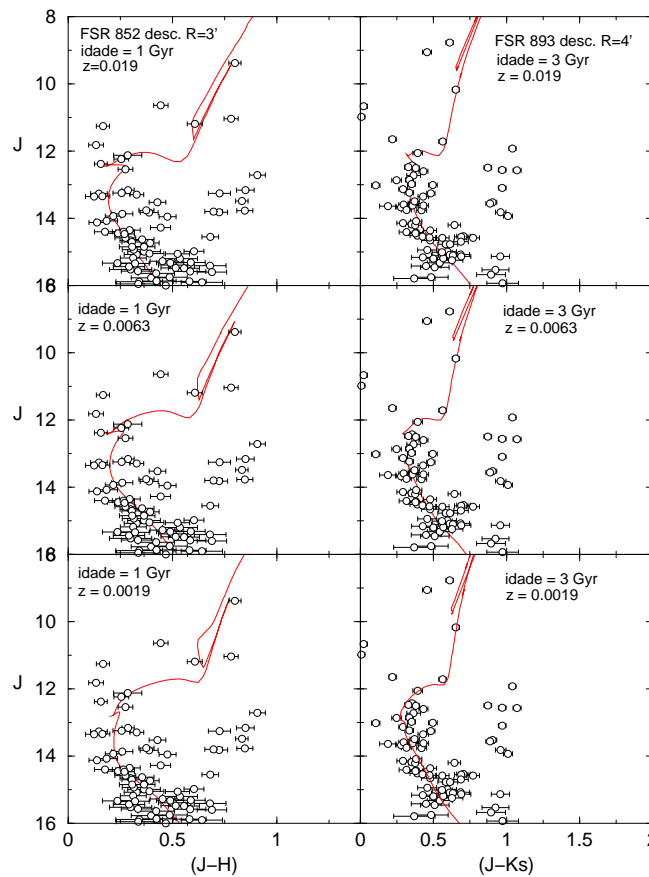


Figura 6.3: CMDs 2MASS  $J \times (J - H)$  descontaminado para FSR 852 e FSR 892. As metalicidades das isócronas ajustadas são: 0.019 (painéis superiores), 0.0063 (painéis intermediários) e 0.0019 (painéis inferiores).

Nos painéis inferiores da Fig. 6.4 mostramos o efeito da variação de idade, mantida a metalicidade constante e da variação da metalicidade para uma mesma

idade<sup>1</sup>. Essa figura também mostra a dificuldade em estimar metalicidade apenas com o ajuste de isócronas. Assumindo um avermelhamento um pouco maior para as menos metálicas, as diferenças diminuem ainda mais.

Com isso podemos perceber que, em geral, estimar a metalicidade dos OCs apenas com o ajuste de isócronas pode produzir resultados bastante imprecisos. Os objetos analisados, independente da idade, ajustaram bem as isócronas de diferentes metalidades, principalmente as primeiras que estão na faixa de metalicidade esperada para os OCs da Galáxia.

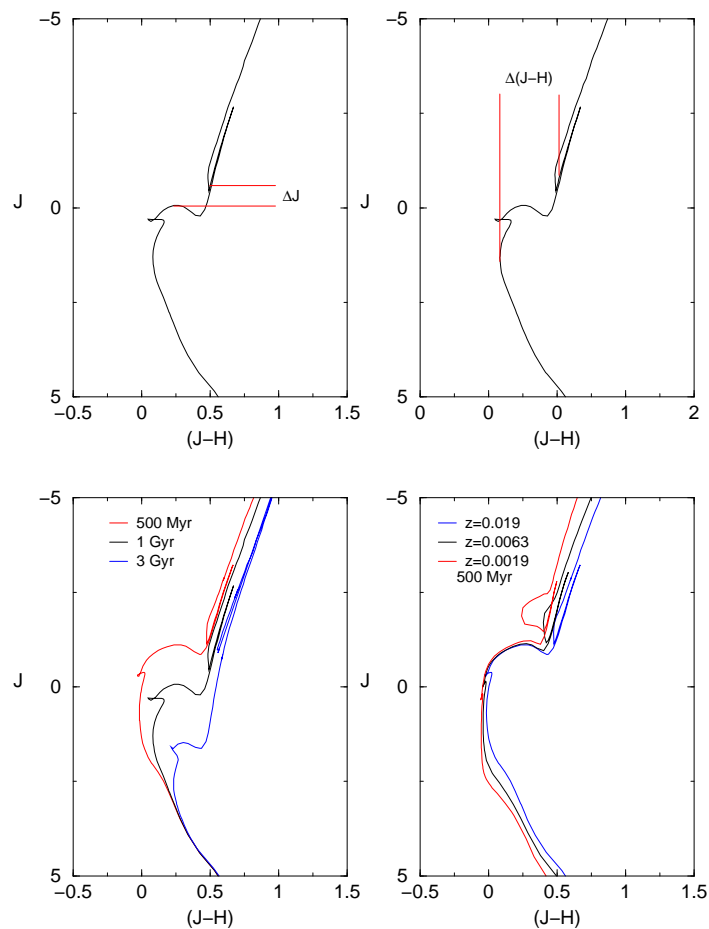


Figura 6.4: Painéis superiores: CMDs  $J \times (J-H)$  (esquerda) e  $J \times (J-K_s)$  (direita) com isócronas de Padova de 500 Myr, mostrando como foram medidos os parâmetros adotados para as diferenças de cor e magnitude. Painéis inferiores: isócronas mostrando o efeito da variação da idade de aglomerados (esquerda) e da variação da metalicidade (direita).

<sup>1</sup>Degenerescência idade-metalicidade.

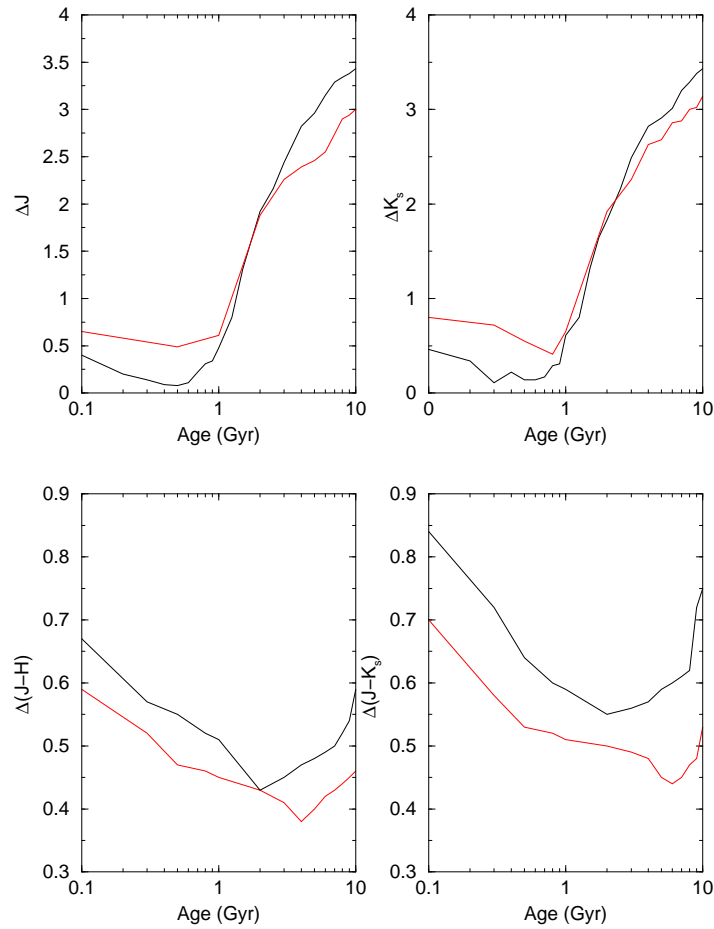


Figura 6.5: Painéis superiores: diagramas  $\Delta J \times idade$  (esquerda) e  $\Delta K_s \times idade$  (direita). Painéis inferiores: diagramas  $\Delta(J - H) \times idade$  (esquerda) e  $\Delta(J - K_s) \times idade$  (direita). As linhas pretas apresentam metalicidade solar ( $Z = 0.019$ ) e as linhas vermelhas metalicidade sub-solar ( $Z = 0.0019$ ).

## 6.2 Efeitos da metalicidade na evolução de OCs

Os CMDs de aglomerados estelares apresentam diversas características que podem ser usadas para derivar seus parâmetros.

Para analisar os efeitos da metalicidade na evolução de OCs usamos isócronas de Padova (Marigo et al. 2008) de metalicidade solar ( $Z = 0.019$ ) e sub-solar ( $Z = 0.0019$ ). Medimos as diferenças em cor ( $\Delta(J - H)$  e  $\Delta(J - K_s)$ ) entre o ramo de gigantes vermelhas (RGB - *red giant branch*) e a MS e em magnitude ( $\Delta J$  e  $\Delta K_s$ ) entre os ramos de subgigantes (SGB - *subgiant branch*) e o RGB (Fig. 6.4, painéis

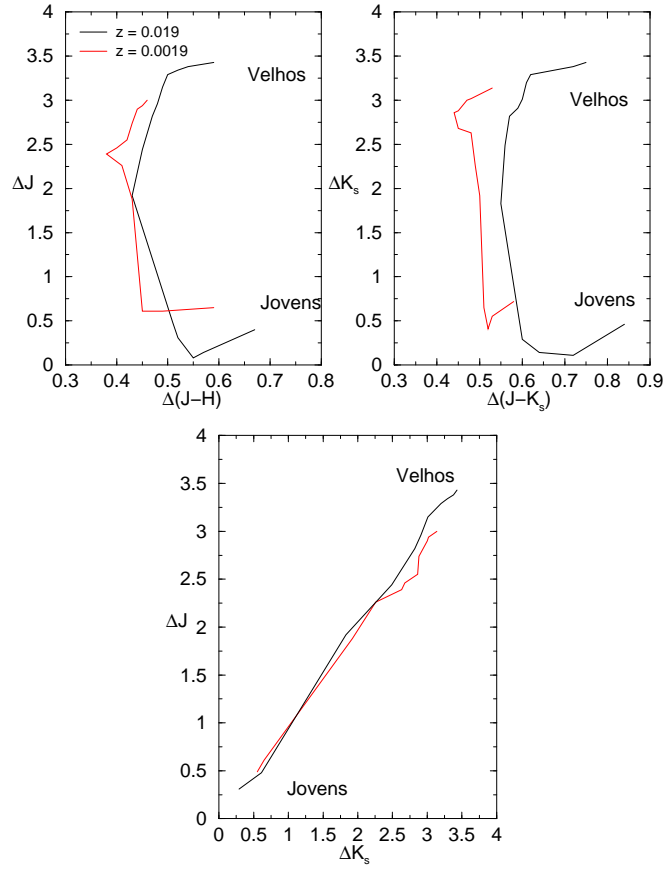


Figura 6.6: Painéis superiores: diagramas  $\Delta J \times \Delta(J-H)$  (esquerda) e  $\Delta K_s \times \Delta(J-K_s)$  (direita). Painel inferior: diagrama  $\Delta J \times \Delta K_s$ . As linhas pretas apresentam metalicidade solar ( $Z = 0.019$ ) e as linhas vermelhas metalicidade sub-solar ( $Z = 0.0019$ ).

superiores), para o intervalo de idades entre 100 Myr e 10 Gyr. O primeiro procedimento é similar ao *método horizontal* (Stetson, Vandenberg & Bolte 1996) que usa a diferença em cor entre o *turn-off* e o RGB, no entanto, medimos a diferença em cor entre as estrelas mais azuis da MS e o centro da distribuição de estrelas do RGB. O segundo método é parecido com o *método vertical* clássico que usa a diferença em magnitude entre o *turn-off* e o ramo horizontal (Fusi Pecci et al. 1990, Caputo & Cassisi 2002).

A Fig. 6.5, mostra como esses parâmetros se relacionam com a idade de um aglomerado. Os comportamentos de  $\Delta J$  e  $\Delta K_s$  são similares, para uma mesma metalicidade. Entretanto, percebemos que esses parâmetros são sensíveis à metalicidade.

Quanto às diferenças de cor entre a MS e o RGB (Fig. 6.5, painéis inferiores), as curvas mostram que elas também são sensíveis à metalicidade.

O deslocamento horizontal das curvas de maior metalicidade nos painéis inferiores da Fig. 6.5 sugerem que a evolução de um aglomerado depende da sua abundância química, com os ricos em metais evoluindo mais rapidamente do que os pobres. Entretanto, no que se refere à evolução dinâmica Hurley et al. (2004) afirmam que essa dependência não é significativa. Segundo eles, os aglomerados de maior metalicidade são dissolvidos antes do que os de menor metalicidade, mas a diferença é inferior a 10% do tempo de vida de um aglomerado.

Nos painéis superiores da Fig. 6.6 mostramos a relação entre as diferenças de magnitude entre sub-gigantes e gigantes vermelhas e as diferenças de cor entre RGB e MS. Verificamos comportamentos distintos para diferentes metalicidades.

No painel inferior da Fig. 6.6 comparamos as diferenças em magnitude do ramo das sub-gigantes e o RGB, nas bandas  $J$  e  $K_s$ . A relação é aproximadamente linear e não depende significativamente da metalicidade.

Analizamos neste capítulo apenas os efeitos da variação da metalicidade na morfologia do CMD. A análise detalhada das teorias de evolução estelar está além dos objetivos do nosso trabalho.

### 6.3 Método para estimar a idade de OCs

A posição de cada estrela no CMD está relacionada com diversas propriedades tanto da estrela quanto ambientais. As estrelas que se encontram na mesma fase evolutiva se agrupam em sequências no CMD. Vamos usar a separação em cor e magnitude das sequências evolutivas abordadas na Sec. 6.2 para estimar a idade de aglomerados.

Na Fig. 6.7, derivamos a idade de uma amostra de OCs com os parâmetros conhecidos. Esse procedimento nos permitiu avaliar as potencialidades dos diagramas construídos na Sec. 6.2 como ferramentas para estimar a idade de aglomerados estelares, assumindo um valor para a metalicidade. LK 10 é um OC populoso com sequências evolutivas bem definidas analisado por Bonatto & Bica (2009b) que obtiveram para esse objeto a idade de  $1.0 \pm 0.1$  Gyr. Cz 22, FSR 735, FSR 852 FSR 953 e NGC 2234 tiveram suas idades derivadas por Camargo et al. (2010) e os valores são  $200 \pm 50$ ,  $500 \pm 100$ ,  $1000 \pm 200$   $500 \pm 150$  e  $50 \pm 20$  Myr, respectivamente. Cz 23 é um aglomerado velho, com  $\sim 5$  Gyr (Bonatto & Bica 2008).



Verificamos que as idades derivadas com o parâmetro  $\Delta(J - H)$  estão de acordo com aquelas obtidas por meio do ajuste de isócronas, mas as idades derivadas com o parâmetro  $\Delta J$  fornecem bons resultados apenas para objetos com sequências evolutivas bem definidas (Fig. 6.7).

Usamos NGC 188 para verificar a possibilidade de utilizar os diagramas da Fig. 6.7 para verificar se um aglomerado apresenta metalicidade solar como, em geral, se admite para objetos na vizinhança solar. Adotamos a idade derivada por Bonatto et al. (2005), que obtiveram  $7.0 \pm 1.0$  Gyr. A idade estimada para NGC 188 em outros trabalhos fica entre 6 - 7 Gyr (Mermilliod 1996, von Hippel & Sarajedini 1998, Sarajedini et al. 1999). A metalicidade de NGC 188 é estimada próximo da metalicidade solar. Caputo et al. (1990) derivaram  $[Fe/H] = 0.02$ , Hobbs, Thorburn & Rodriguez-Bell (1990) estimaram  $[Fe/H] = -0.12$  e Twarog et al. (1997) obtiveram  $[Fe/H] = -0.02$ . De acordo com o nosso ajuste, NGC 188 com idade de  $\sim 7$  Gyr tem metalicidade ligeiramente sub-solar.

## 6.4 Conclusão

No presente capítulo, mostramos as dificuldades para estimar a metalicidade de aglomerados apenas com o ajuste de isócronas. Construímos diagramas que relacionam cores, magnitudes e idades para diferentes metalicidades e analisamos os efeitos da metalicidade na evolução dos aglomerados. Usando os diagramas construídos derivamos idades de OCs da Galáxia.

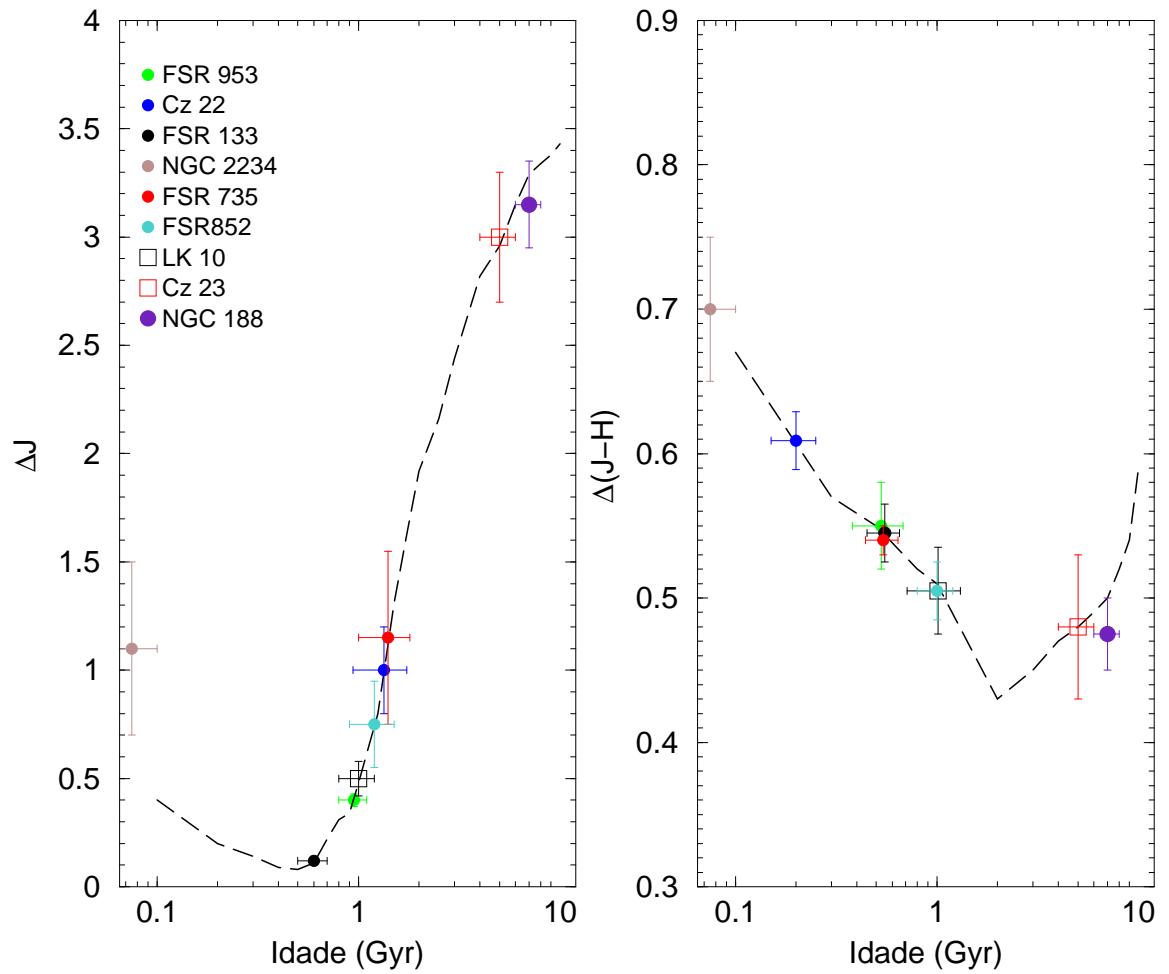


Figura 6.7: Diagramas  $\Delta J \times idade$  (esquerda) e  $\Delta(J-H) \times idade$ . Assumimos a metalicidade solar e derivamos a idade dos aglomerados com base em  $\Delta J$  e  $\Delta(J-H)$ .

## Capítulo 7

# Distribuição de Idades de Aglomerados na Direção do Anti-centro Galáctico

Muitos trabalhos sugerem que a maioria dos ECs são completamente dissolvidos na fase inicial de evolução como consequência da rápida expulsão do gás primordial pelos ventos de estrelas massivas e explosões de supernovas (Tutukov 1978, Lada & Lada 2003, Bastian & Goodwin 2006). Por outro lado, OCs velhos são raros na Galáxia e estão localizados, principalmente na direção do anti-centro, onde a densidade de GMCs é menor, e por isso, os encontros com essas estruturas (que são a principal causa de dissolução nessa fase da evolução de um aglomerado) são menos frequentes (Friel 1995). Os mecanismos de dissolução abreviam a vida dos aglomerados estelares, de modo que, a idade média dos OCs da Galáxia é de  $\sim 260$  Myr (Piskunov et al. 2008).

### 7.1 Aglomerados do presente trabalho

A Fig. 7.1 mostra um histograma de idades dos aglomerados confirmados no presente trabalho (Camargo et al. 2010, 2011, 2012). O histograma hachurado em marrom apresenta os objetos confirmados como OCs, e o histograma em preto indica os ECs. Essa classificação foi feita baseando-se nos RDPs, CMDs, diagramas cor-cor e na presença de nebulosas na região do aglomerado, apontadas pelos indicadores de idade jovem e imagens XDSS e 2MASS dos objetos. Esses histogramas sugerem que na

direção do anti-centro da Galáxia a transição de EC para OC, para os objetos que sobrevivem à expulsão do gás não usado na formação estelar, ocorre entre 2 e 5 Myr. Esse resultado está de acordo com a duração da fase de ECs para aglomerados da Galáxia (Hartmann et al. 2001, Lada & Lada 2003, Allen et al. 2007, Proszkow & Adams 2009).

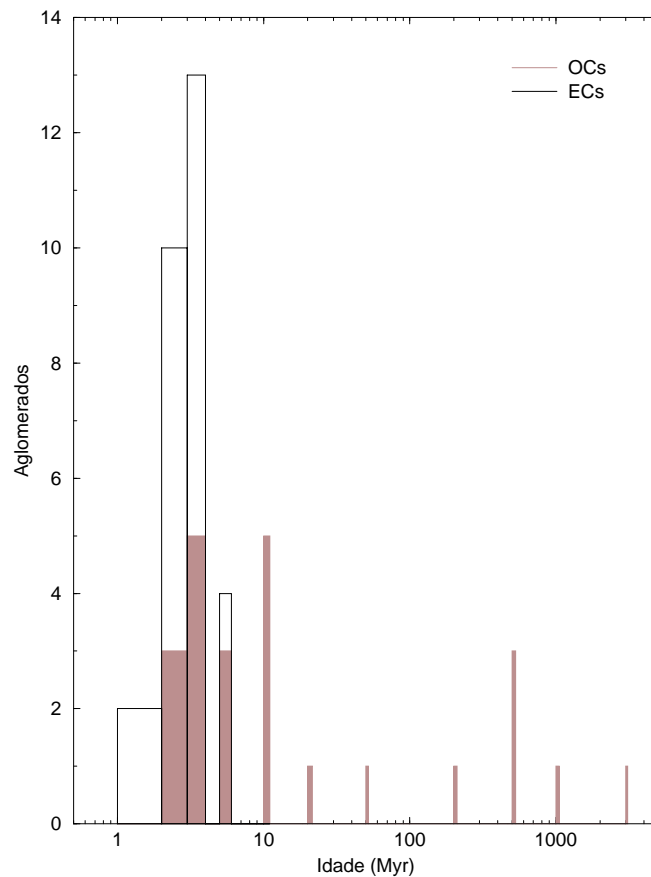


Figura 7.1: Histogramas da distribuição das idades dos ECs e OCs confirmados no presente estudo. Esses histogramas sugerem que a transição de EC para OC ocorre entre 2 e 5Myr, para aglomerados localizados na direção do anti-centro Galáctico.

A última versão do catálogo de OCs (Dias et al. 2002, doravante DAML02) contém poucos aglomerados com idade inferior a 10 Myr, na região por nós estudada (Fig. 7.2). Neste sentido, produzimos avanços importantes para o entendimento da estrutura e evolução do disco Galáctico, já que a maioria dos aglomerados do presente trabalho são ECs ou OCs recém formados localizados nos braços espirais. Além

disso, descobrimos um aglomerado velho, importante pela raridade desse tipo de aglomerado. Esses resultados foram possíveis graças aos recentes avanços tecnológicos, principalmente no IR.

## 7.2 O anti-centro da Galáxia

O painel esquerdo da Fig. 7.2 apresenta dois histogramas. No primeiro, mostramos a distribuição das idades dos aglomerados na direção do anti-centro Galáctico presentes no catálogo DAML02 e com idade estimada (região hachurada). Claramente, essa distribuição sofre com a incompletude dos dados, especialmente para ECs e OCs jovens. O segundo, mostra a distribuição após computados os aglomerados confirmados no presente estudo. O painel direito mostra os histogramas cumulativos da distribuição das idades dos aglomerados do anti-centro mostrados nos histogramas do painel esquerdo.

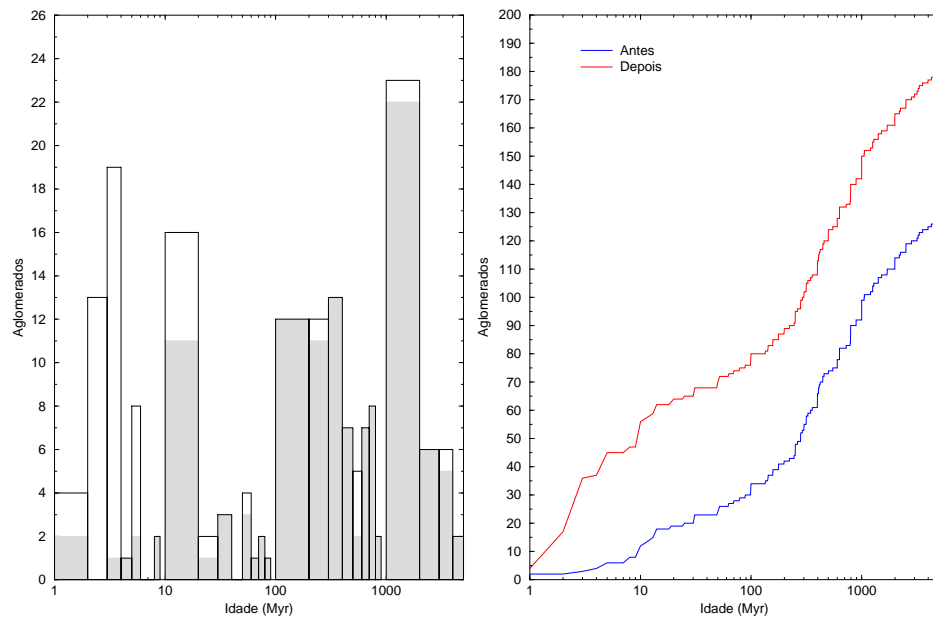


Figura 7.2: Painel esquerdo: o histograma hachurado mostra a distribuição das idades dos aglomerados do catálogo DAML02, localizados no anti-centro Galáctico. No histograma em preto foram adicionados os aglomerados confirmados no presente trabalho. Painel direito: histogramas cumulativos da distribuição das idades dos aglomerados mostrados no painel esquerdo. Em azul a distribuição das idades dos aglomerados do anti-centro antes da nossa contribuição e em vermelho o resultado após a nossa contribuição.

Calculamos a idade média dos OCs presentes no catálogo DAML02 na região por nós abordada, encontrando  $\sim 810$  Myr. Após a nossa contribuição a idade média dos OCs na direção do anti-centro foi reduzida para  $\sim 570$  Myr. Comparada com a idade média estimada para os OCs de toda a Galáxia ( $\sim 260$  Myr), essa redução é significativa.

Na região considerada,  $\sim 80\%$  dos OCs são dissolvidos em menos de 1 Gyr. Entretanto, apesar de termos ampliado consideravelmente o número de aglomerados com idade inferior a 10 Myr, eles representam menos de 26% do total de OCs no anti-centro Galáctico. Mas, a amostra de aglomerados está incompleta e esse valor pode mudar significativamente.

### 7.3 Conclusão

Neste capítulo, estimamos uma escala de tempo entre 2 e 5 Myr para a fase de ECs dos aglomerados na direção do anti-centro. Derivamos uma idade média de  $\sim 570$  Myr e sugerimos que cerca de 80% dos OCs dessa região são dissolvidos em menos de 1 Gyr.

## Capítulo 8

# Considerações Finais

Os ECs e OCs permitem vários testes observacionais muito úteis para uma variedade de estudos astrofísicos e, por isso, esses objetos são importantes laboratórios para a análise de teorias de formação e evolução estelar, das interações dinâmicas entre estrelas e da evolução e estrutura do disco da Galáxia. A maioria das estrelas jovens da Galáxia formam-se em ECs. Uma fração significativa desses ECs são precocemente destruídos e suas estrelas passam a compor o conteúdo de estrelas de campo da Galáxia. Por outro lado, os ECs que sobrevivem à fase de *infant mortality* passam a fazer parte do conjunto de OCs da Galáxia. Os OCs diferem bastante em número de estrelas e massa, essas quantidades dependem da massa da condensação que os originou e de processos externos à sua formação, que reduzem o número de componentes e a massa dos aglomerados. Os OCs se dissolvem ou são destruídos ao longo do tempo por diversos mecanismos de dissolução, de modo que o seu conteúdo estelar pode tornar-se parte da população de estrelas de campo.

Através da fotometria 2MASS, analisamos a natureza de três amostras de aglomerados estelares na direção do anti-centro Galáctico, sendo duas delas constituídas de sobredensidades estelares do catálogo FSR07. A primeira amostra de objetos do catálogo FSR07 é composta de 50 candidatos a OCs, e a segunda de 58 objetos entre candidatos do referido catálogo, aglomerados anteriormente estudados e os descobertos no presente trabalho. A outra amostra contém 14 ECs associados às regiões H II Sh2-235, Sh2-233, Sh2-232 e Sh2-231 na nuvem molecular G174 + 2.5.

O primeiro passo na análise da natureza dos objetos foi a verificação das coordenadas de cada um deles na imagem DSSII ou 2MASS. Essas imagens além de permitirem uma análise inicial da centragem do candidato a aglomerado dá uma idéia da concentração de estrelas na região central em relação ao fundo do céu, da

contaminação por estrelas de campo e de possíveis casos de avermelhamento diferencial. A área de extração da fotometria 2MASS também pode ser determinada a partir dessas imagens.

Os parâmetros fundamentais (*idade, avermelhamento e distância*) foram derivados a partir do CMD descontaminado e do ajuste de uma isócrona de Padova para a MS e de isócronas de Siess para a PMS, no caso de objetos jovens. A combinação de isócronas de MS e PMS é fundamental para melhor determinar a idade de aglomerados muito jovens que, em geral, apresentam uma MS quase vertical e com poucas estrelas e uma PMS bem desenvolvida e afetada por avermelhamento diferencial. O algoritmo de descontaminação também é importante, pois isola as estrelas com maior probabilidade de pertencerem ao aglomerado desvendando as sequências evolutivas e facilitando o ajuste das isócronas.

Para determinar os parâmetros estruturais dos aglomerados construímos os seus RDPs com a fotometria 2MASS filtrada em cor-magnitude. Esse filtro é usado para descartar estrelas com altas probabilidades de serem estrelas de campo. Os parâmetros foram obtidos através do ajuste de um perfil de King ao perfil de densidade radial de cada objeto.

Da amostra de 50 sobredensidades do catálogo FSR com  $QF$  (indicador de qualidade) 2 e 3, confirmamos 16 (32%) deles como OCs. Derivamos os parâmetros de 11 (22%) objetos, dos quais 7 são novos aglomerados (FSR 735, FSR 807, FSR 812, FSR 826, FSR 941, FSR 953 e FSR 955) e 4 objetos já foram estudados anteriormente (FSR 852, FSR 904, Cz 22 e NGC 2234). Cinco objetos (10%) foram classificados como casos incertos e requerem fotometria mais profunda para desvendar sua natureza, e os demais são provavelmente flutuações de campo. Do total de 11 objetos para os quais derivamos parâmetros, 5 são jovens e apresentam uma significativa população de PMS, os outros 6 objetos estão em um estágio mais evoluído. Na outra amostra de objetos do catálogo FSR07, analisamos as sobredensidades por eles classificadas como prováveis e possíveis aglomerados e rotuladas com indicadores de qualidade 4, 5 e 6. Das 48 sobredensidades analisadas, 24 resultaram em aglomerados, dos quais 6 foram anteriormente estudados. Desse modo, confirmamos 18 candidatos como novos aglomerados. Dos restantes, 7 são prováveis aglomerados e 17 são objetos com menor probabilidade de resultarem em aglomerados. Nesta mesma amostra, analisamos os aglomerados previamente estudados Stock 8, Kronberger 1 e BPI 14, e descobrimos 7 novos aglomerados (CBB 3 a CBB 9). Com esses acréscimos a amostra somou 58 objetos. Analisamos os objetos já conhecidos por que eles formam uma associação de



aglomerados junto com 780, FSR 777 e 6 dos aglomerados descobertos no presente trabalho. Essa associação de aglomerados está localizada em Aur OB2, que por sua vez apresenta uma família de aglomerados jovens com idades inferiores a 10 Myr. A distribuição angular dos membros da associação de aglomerados, das estrelas massivas e dos YSOs entre Stock 8 e BPI 14 sugerem formação estelar sequencial. Baseados na distância derivada para os objetos na associação de aglomerados, sugerimos que Aur OB2 está localizada no braço de Perseus a uma distância de 2.7 kpc do Sol.

Derivamos os parâmetros fundamentais para os 14 ECs na GMC G174 + 2.5 (KKC 11, FSR784, Sh2-235E2, Sh2-235 Cluster, Sh2-233SE Cluster, Sh2-235B Cluster, BDSB 73, BDSB 72, BDSB 71, Sh2-232 IR, PCS 2 e os dois ECs por nós descobertos CBB 1 e CBB 2). Por outro lado, os parâmetros estruturais (*densidade central, raio de core e raio do aglomerado*) só foram possíveis de serem derivados para os objetos que seguem um perfil de King (FSR 784, Sh2-235 E2 e Sh2-235 Cluster). A disposição angular e em idades dos ECs suportam um cenário de formação sequencial de estrelas em torno de Sh2-235.

A ampliação do número de ECs detectados na Galáxia e a determinação de seus parâmetros é importante, para melhor entendermos os processos de fragmentação das nuvens moleculares, formação estelar e a transição de ECs para OCs. Nesse contexto, novos *surveys* com grandes telescópios dedicados a mapear o céu, como o VISTA, podem alavancar as pesquisas penetrando mais na estrutura da Galáxia e ampliando o nosso conhecimento sobre os ECs.

Nas duas amostras de sobredensidades do catálogo FSR07, investigamos a natureza de 98 objetos confirmando 40 como aglomerados estelares. Desses objetos identificamos 25 como novos aglomerados da Galáxia e os demais como identificações cruzadas. Além disso 12 objetos foram classificados como casos incertos ou prováveis aglomerados.

Ao todo analisamos 121 objetos, 63 resultaram em aglomerados. Desses aglomerados, 9 foram descobertos no presente trabalho (CBB 1 a CBB 9). Derivamos os parâmetros fundamentais de 53 aglomerados e acrescentamos 46 objetos à população de aglomerados da Galáxia, todos eles localizados na direção do anti-centro Galáctico.

Mostramos as dificuldades para estimar a metalicidade de aglomerados por meio do ajuste de isócronas. Obtivemos indícios dos efeitos da metalicidade de um OC na sua evolução e construímos diagramas envolvendo idade e diferenças em cor e magnitude para diferentes metalicidades. Usando os diagramas construídos derivamos idades de OCs da Galáxia.

Para finalizar, analisamos a distribuição de idades dos ECs e OCs na direção do anti-centro da Galáxia. Nesse sentido, ampliamos significativamente o número de aglomerados com parâmetros derivados nessa região, especialmente para aglomerados jovens. Estimamos que para os aglomerados da região a transição de ECs para OCs ocorre entre 2 e 5 Myr. A nossa análise sugere que a idade média dos aglomerados do anti-centro Galáctico é de  $\sim 570$  Myr e que  $\sim 80\%$  dos aglomerados da região são destruídos em menos de 1 Gyr.

# Apêndice A

Neste apêndice mostramos a primeira página dos artigos publicados.

## Probing FSR star cluster candidates in bulge/disc directions with 2MASS colour–magnitude diagrams

E. Bica,<sup>★</sup> C. Bonatto<sup>★</sup> and D. Camargo

*Departamento de Astronomia, Universidade Federal do Rio Grande do Sul Av. Bento Gonçalves 9500, Porto Alegre 91501-970, RS, Brazil*

Accepted 2007 December 5. Received 2007 December 4; in original form 2007 October 29

### ABSTRACT

We analyse 20 star cluster candidates projected mostly in the bulge direction ( $|\ell| < 60^\circ$ ). The sample contains all candidates in that sector classified by Froebrich, Scholz & Raftery with quality flags denoting high probability of being star clusters. Bulge contamination in the colour–magnitude diagrams (CMDs) is in general important, while at lower Galactic latitudes disc stars contribute as well. Properties of the candidates are investigated with Two Micron All Sky Survey (2MASS) CMDs and stellar radial density profiles (RDPs) built with field star decontaminated photometry. To uncover the nature of the structures we decontaminate the CMDs from field stars using tools that we previously developed to deal with objects in dense fields. We confirm in all cases excesses in the RDPs with respect to the background level, as expected from the method the candidates were originally selected. CMDs and RDPs taken together revealed six open clusters, five uncertain cases that require deeper observations, while nine objects are possibly field density fluctuations.

**Key words:** open clusters and associations: general – Galaxy: structure.

### 1 INTRODUCTION

On a broad perspective, any self-gravitating group of stars whose members share common initial conditions can be classified as a star cluster. In this definition fit the embedded, open and globular clusters (OCs and GCs, respectively), as well as the OC remnants. Those objects span a wide range of ages, masses and luminosities, among other parameters. While the upper limit to the GC population may be close to 200 members (e.g. Bonatto et al. 2007), the OC (as well as embedded and remnants) census, which at this moment amounts to more than  $\sim 1000$  according to the WEBDA<sup>1</sup> data base, is far from complete, especially at the faint-end of the luminosity distribution (e.g. Kharchenko et al. 2005; Bonatto et al. 2006a). Besides, because of observational limitations associated with cluster/background contrast, we actually observe a very small fraction of the OCs in the Galaxy (Bonatto et al. 2006a). In this context, derivation of astrophysical parameters of as yet unknown star clusters represents an important step to better define their statistical properties.

Irrespective of the initial mass, star clusters evolve dynamically because of the combination of internal and external processes. The main contributors to the internal processes are the mass-loss during stellar evolution, mass segregation and evaporation, while for the external ones are tidal interactions with the disc and Galactic bulge, and collisions with giant molecular clouds (GMCs). Consequently,

the cluster structure changes significantly with age, to the point that most (especially less massive ones) end up completely dissolved in the Galactic stellar field (e.g. Lamers et al. 2005) or as poorly populated remnants (e.g. Pavani & Bica 2007).

Probably reflecting the Galactocentric dependence of most of the disruptive effects, the Galaxy presents a spatial asymmetry in the age distribution of OCs. Indeed, van den Bergh & McClure (1980) noted that OCs older than  $\gtrsim 1$  Gyr tended to be concentrated towards the anticentre, a region with a low density of GMCs. In this sense, the combined effect of tidal field and encounters with GMCs has been invoked to explain the lack of old OCs in the solar neighbourhood (Gieles et al. 2006, and references therein). Near the solar circle most OCs appear to dissolve on a time-scale shorter than  $\sim 1$  Gyr (Bergond, Leon & Guilbert 2001; Bonatto et al. 2006a), consistent with the disruption time-scales of  $75 \lesssim t_{\text{dis}}(\text{Myr}) \lesssim 300$  for nearby clusters with mass in the range  $10^2 - 10^3 M_\odot$  (Lamers et al. 2005). In more central parts, interactions with the disc, the enhanced tidal pull of the Galactic bulge, and the high frequency of collisions with GMCs tend to destroy the poorly populated OCs on a time-scale of a few  $10^8$  Myr (e.g. Bergond et al. 2001).

In general terms, the net effect of tidal interactions on a star cluster over long periods is to increase the thermal energy. On average, member stars gain more kinetic energy after each event, leading to large-scale mass segregation and an increase in the evaporation rate. Central tidal fields (at Galactocentric distances  $R_{\text{GC}} \lesssim 150$  pc) can dissolve a massive star cluster in a very short time,  $t_{\text{dis}} \approx 50$  Myr (Portegies Zwart et al. 2002). A discussion on the disruptive processes and associated time-scales can be found in Bonatto & Bica (2007a, and references therein).

<sup>★</sup>E-mail: bica@if.ufrgs.br (EB); charles@if.ufrgs.br (CB)

<sup>1</sup>obswww.univie.ac.at/webda – Mermilliod & Pauzen (2003).

A&A 508, 211–220 (2009)  
 DOI: 10.1051/0004-6361/200912786  
 © ESO 2009

**Astronomy  
&  
Astrophysics**

## Astrophysical parameters of 14 open clusters projected close to the Galactic plane

D. Camargo, C. Bonatto, and E. Bica

Universidade Federal do Rio Grande do Sul, Departamento de Astronomia, CP15051, RS, Porto Alegre 91501-970, Brazil  
 e-mail: denilso.camargo@ufrgs.br; [bica;charles]@if.ufrgs.br

Received 29 June 2009 / Accepted 9 September 2009

### ABSTRACT

**Aims.** Astrophysical parameters (*age, reddening, distance, core and cluster radii*) of 14 open clusters (OCs) projected close to the Galactic plane are derived with 2MASS photometry. The OCs are Be 63, Be 84, Cz 6, Cz 7, Cz 12, Ru 141, Ru 144, Ru 172, FSR 101, FSR 1430, FSR 1471, FSR 162, FSR 178, and FSR 198. The OCs Be 63, Be 84, Ru 141, Ru 144, and Ru 172 are studied in more detail than in previous works, while the others have astrophysical parameters derived for the first time.

**Methods.** We analyse the colour–magnitude diagrams (CMDs) and stellar radial density profiles (RDPs) built after field-star decontamination and colour–magnitude filtered photometry. Field-star decontamination is applied to uncover the cluster’s intrinsic CMD morphology, and colour–magnitude filters are used to isolate stars with a high probability of being cluster members in view of structural analyses.

**Results.** The open clusters of the sample are located at  $d_{\odot} = 1.6\text{--}7.1$  kpc from the Sun and at Galactocentric distances 5.5–11.8 kpc, with age in the range 10 Myr to 1.5 Gyr and reddening  $E(B-V)$  in the range 0.19–2.56 mag. The core and cluster radii are in the range 0.27–1.88 pc and 2.2–11.27 pc, respectively. Cz 6 and FSR 198 are the youngest OCs of this sample, with a population of pre-main sequence (PMS) stars, while FSR 178 is the oldest cluster.

**Key words.** open clusters and associations: general – Galaxy: stellar content – Galaxy: structure

### 1. Introduction

Open clusters (OCs) are self-gravitating stellar systems formed along the gas- and dust-rich Galactic plane. They contain from tens to a few thousand stars distributed in an approximately spherical structure of up to a few parsecs in radius. The structure of most OCs can be roughly described by two subsystems, the dense core, and the sparse halo (Bonatto & Bica 2005, and references therein).

Because it is relatively simple to estimate the age and distance of OCs, they have become fundamental probes of Galactic disc properties (Lyngå 1982; Janes & Phelps 1994; Friel 1995; Bonatto et al. 2006a; Piskunov et al. 2006; Bica et al. 2006b). However, the proximity of most OCs to the plane and the corresponding high values of reddening and field-star contamination usually restrict this analysis to the more populous and/or to those located at most a few kpc from the Sun (Bonatto et al. 2006a).

Detailed analysis of OCs and the derivation of their astrophysical parameters will contribute to future disc studies by unveiling the properties of individual OCs. These parameters, in turn, can help constrain theories of molecular cloud fragmentation, star formation, and dynamical and stellar evolution.

The stellar content of a cluster evolves with time, and internal and external interactions affect the properties of individual clusters. Presently the age distribution of star clusters in the disc of the Galaxy can only be explained if these objects are subjected to disruption timescales of a few times  $10^8$  yrs (Oort 1957; Wielen 1971, 1988; Lamers et al. 2004). Open clusters experience external perturbations by giant molecular clouds (GMCs) and by spiral arms and other disc-density perturbations.

To understand how OCs evolve, it is important to take the effect of these external perturbations into account (Gieles et al. 2007).

Cluster disruption is a gradual process with different mechanisms acting simultaneously. Disruption of OCs due to internal processes are characterised by three distinct phases. These phases and their typical timescales are: (i) infant mortality ( $\sim 10^7$  yr); (ii) stellar evolution ( $\sim 10^8$  yr) and (iii) tidal relaxation ( $\sim 10^9$  yr). During all three phases, there are additional external tidal perturbations from e.g. GMCs and disc-shocking that heat the cluster and speed up the process of disruption. However, these perturbations operate on longer timescales for cluster populations and so are more important for tidal relaxation (Lamers et al. 2004, 2005; Lamers & Gieles 2006). The combination of these effects results in a time-decreasing cluster mass, until either its complete disruption or a remnant (Pavani & Bica 2007, and references therein) is left.

Probably reflecting the Galactocentric-dependence of most of the disruptive effects, the Galaxy presents a spatial asymmetry in the age distribution of OCs. Indeed, van den Bergh & McClure (1980) noted that OCs older than  $\geq 1$  Gyr tend to be concentrated in the anti-centre, a region with a low density of GMCs. In this sense, the combined effect of tidal field and encounters with GMCs has been invoked to explain the lack of old OCs in the solar neighbourhood (Gieles et al. 2006, and references therein). Near the solar circle most OCs appear to dissolve on a timescale shorter than  $\approx 1$  Gyr (Bergond et al. 2001; Bonatto et al. 2006a). In more central parts, interactions with the disc, the enhanced tidal pull of the Galactic bulge, and the high frequency of collisions with GMCs tend to destroy the poorly populated OCs on a timescale of a few  $10^8$  yr (e.g.

## Towards a census of the Galactic anticentre star clusters: colour–magnitude diagram and structural analyses of a sample of 50 objects

D. Camargo, C. Bonatto, and E. Bica

Universidade Federal do Rio Grande do Sul, Departamento de Astronomia, CP 15051, RS, Porto Alegre 91501-970, Brazil  
 e-mail: denilso.camargo@ufrgs.br; [charles;bica]@if.ufrgs.br

Received 8 April 2010 / Accepted 13 June 2010

### ABSTRACT

**Aims.** In this work we investigate the nature of 50 overdensities from the catalogue of Froebrich, Scholz, and Raftery (FSR) projected towards the Galactic anticentre, in the sector  $160^\circ \leq \ell \leq 200^\circ$ . The sample contains candidates with  $|b| \leq 20^\circ$  classified by FSR as probable open cluster (OC) and labelled with quality flags 2 and 3. Our main purpose is to determine the nature of these OC candidates and the fraction of these objects that are unknown OCs, as well as to derive astrophysical parameters (age, reddening, distance, core and cluster radii) for the clusters and to investigate the relationship among parameters.

**Methods.** The analysis is based on 2MASS  $J$ ,  $(J - H)$ , and  $(J - K_s)$  colour–magnitude diagrams (CMDs), and stellar radial density profiles (RDPs) built with decontamination tools. The tools are a field star decontamination algorithm, used to uncover the cluster's intrinsic CMD morphology, and colour–magnitude filters to isolate stars with a high probability of being cluster members.

**Results.** Out of the 50 objects, 16 (32%) are star clusters. We show that 9 (18%) overdensities are new OCs (FSR 735, FSR 807, FSR 812, FSR 826, FSR 852, FSR 904, FSR 941, FSR 953, and FSR 955) and 7 (14%) are previously studied or catalogued OCs (KKC1, FSR 795, Cz 22, FSR 828, FSR 856, Cz 24, and NGC 2234). These are OCs with ages in the range 5 Myr to 1 Gyr, at distances from the Sun  $1.28 \leq d_\odot(\text{kpc}) \leq 5.78$  and Galactocentric distances  $8.5 \leq R_{\text{GC}}(\text{kpc}) \leq 12.9$ . We also derive parameters for the previously analysed OCs Cz 22 and NGC 2234. Five (10%) candidates are classified as uncertain cases, and the remaining objects are probable field fluctuations.

**Key words.** galaxies: clusters: general – Galaxy: stellar content – Galaxy: structure

### 1. Introduction

It is currently accepted that star formation occurs mainly in clustered environments, such as clusters and associations, rather than in isolation. However, only a very small fraction of old stars are found in bound clusters (Lamers et al. 2005; Lamers & Gieles 2006). On the other hand, de Wit et al. (2005) estimate that nearly 95% of the Galactic O star population is located in clusters or OB associations, or can be kinematically linked with them. In this sense, these structures can be thought of as the fundamental units of star formation in the Galaxy (Lada 2007).

The spatial and age distribution of clusters has also played a vital role in our understanding of the Galactic structure. In this context, young open clusters (OCs) are important tracers of recent star formation in galaxies and of the spiral structure in galactic disks (Lada & Lada 2003). On the other hand, old OCs are excellent probes of early disk evolution, and they provide tracers of the structure, kinematics, and chemistry of the Galactic disk (Friel 1995).

Primordial conditions during cluster formation and the location of the parental molecular cloud in the Galaxy play an important role in the fate of a cluster (Schilbach et al. 2006). However, the stellar content of a cluster evolves with time, and internal and external interactions affect the properties of individual cluster members (e.g. orbit and spatial location), as well as of the whole cluster as a system (e.g. mass and structure). A thorough review of young clusters, focussing particularly on the evolution of the massive ones, can be found in Portegies Zwart et al. (2010).

The age distribution of star clusters in the Galactic disk can only be explained if they disrupt on a timescale of a few times  $10^8$  yr (Lamers & Gieles 2006, and references therein). Lada & Lada (2003) estimate that, in the solar neighbourhood, less than ~4% of the clusters formed in giant molecular clouds (GMCs) are able to reach ages beyond 100 Myr, and less than 10% survive longer than ~10 Myr (*infant mortality*). Oort (1957) noticed that the distribution of OCs in the solar neighbourhood, as a function of age, shows a lack of old OCs and derived statistically that Galactic clusters disrupt on a timescale of  $5 \times 10^8$  yr. This lack of old clusters can be partially explained by the rapid fading of clusters with age due to stellar evolution, which makes it harder to observe them at older ages. However, fading cannot explain the difference between the observed and the expected number of old OCs, implying that a significant fraction must have been destroyed. Wielen (1971) derived a mean dissolution time of 200 Myr from the age distribution of clusters with mass range  $10^2$ – $10^3 M_\odot$  about 1 kpc from the Sun (see also Lamers & Gieles 2006; Gieles et al. 2007).

Star clusters gradually lose mass and, because of the combined effect of several disruption mechanisms<sup>1</sup>, they generally end completely destroyed or leave remnants (Pavani & Bica 2007, and references therein). As a consequence, only the more massive OCs (which are essentially gravitationally bound) and

<sup>1</sup> E.g., mass loss by stellar evolution, mass segregation, and tidal interactions with the disk, bulge, spiral arms and GMCs. The latter events increase the mean internal energy that may lead to the gradual cluster expansion and disruption.



## A possible sequential star formation in the giant molecular cloud G174+2.5

D. Camargo,<sup>\*</sup> C. Bonatto and E. Bica

*Departamento de Astronomia, Universidade Federal do Rio Grande do Sul, Av. Bento Gonçalves 9500, Porto Alegre 91501-970, RS, Brazil*

Accepted 2011 May 27. Received 2011 May 27; in original form 2010 December 21

### ABSTRACT

We investigate the nature of 14 embedded clusters (ECs) related to a group of four H II regions, Sh2-235, Sh2-233, Sh2-232 and Sh2-231, in the giant molecular cloud G174 + 2.5. Projected towards the Galactic anticentre, these objects are possible examples of the *collect-and-collapse* scenario. We derive astrophysical parameters (*age, reddening, distance, core and cluster radii*) for the ECs and investigate the relationship between these parameters. Parameters are derived with field-star-decontaminated 2MASS colour–magnitude diagrams (CMDs) and stellar radial density profiles. The CMDs of these young clusters are characterized by a poorly populated main sequence and a significant number of pre-main-sequence stars, affected by differential reddening. The ECs are KKC 11, FSR 784, Sh2-235 East2, Sh2-235 Cluster, Sh2-233 SE Cluster, BDSB 73, Sh2-235B Cluster, BDSB 72, BDSB 71, Sh2-232 IR Cluster, PCS 2, and the newly found clusters CBB 1 and CBB 2. We were able to derive fundamental parameters for all ECs in the sample. Structural parameters are derived for FSR 784, Sh2-235 Cluster and Sh2-235 East2.

**Key words:** open clusters and associations: general – Galaxy: stellar content – Galaxy: structure.

### 1 INTRODUCTION

Most stars form after the gravitational collapse of massive and dense gas clumps inside giant molecular clouds (GMCs), with collapsing clumps forming embedded clusters (ECs). However, supernova explosions, H II region expansion due to massive stars, ultraviolet radiation and stellar winds may disrupt GMCs completely, on a time-scale of a few  $10^7$  yr (Elmegreen 2000; Bonnell et al. 2006). In this context, Hartmann, Ballesteros-Paredes & Bergin (2001) point out that stars older than  $\approx 5$  Myr are not found associated with molecular gas, and Allen et al. (2007) suggest that the primordial gas of ECs disperses in 3–5 Myr (Leisawitz, Bash & Thaddeus 1989; Proszkow & Adams 2009). For Lada & Lada (2003), the duration of the embedded phase is 2–3 Myr. On the other hand, the parent GMCs are very disruptive environments for ECs. Lada & Lada (2003) estimate that only 4–7 per cent of them survive for more than 40 Myr (*infant mortality*), but the appearance of bound and unbound clusters is indistinguishable for clusters younger than 10 Myr. In other words, stars are born in star clusters embedded in GMCs but, as a consequence of the disruptive mechanisms, most end up as part of the field-star population after cluster disruption.

ECs can be partially or fully immersed in embryonic molecular clouds and H II regions. The youngsters are located in gas clumps

and the most evolved are often linked with H II regions or other nebulae (Leisawitz et al. 1989). Often, these H II regions, excited by fast winds from massive OB stars, expand into the molecular cloud triggering sequential star formation. In this sense, the *collect-and-collapse* model (Elmegreen & Lada 1977; Whitworth et al. 1994) suggests that H II regions expand accumulating material between the ionization and the shock fronts. This material, as a consequence of the shocks, becomes unstable and fragments into several cores, triggering star formation in multiple protocluster regions. Another possible process is the ‘radiation-driven implosion’ model, in which the expanding H II region compresses the existing molecular clumps, the density increases, exceeding the critical mass, and the clump collapses (Lefloch & Lazareff 1994). In both scenarios, the massive stars trigger a second generation of cluster formation (see also, Fukuda & Hanawa 2000; Deharveng, Zavagno & Caplan 2005; Hosokawa & Inutsuka 2005; Dale, Bonnell & Whitworth 2007). In any case, GMC observations indicate that there often occurs a multiple-cluster formation as a result of winds of OB stars or expanding H II regions (Allen et al. 2007).

Star cluster formation is the preferential mode of star formation, and ECs may be responsible for 70–90 per cent of all stars formed in GMCs. However, the rapid expulsion of the primordial gas by winds of OB stars and supernova explosions disrupt most clusters very early. As a consequence of rapid gas expulsion, the stellar orbits cannot adjust to the new potential and probably give rise to an unbound association. *N*-body simulations show that in this

<sup>\*</sup>E-mail: denilso.camargo@ufrgs.br

## Towards a census of the Galactic anticentre star clusters II: exploring lower overdensities

D. Camargo<sup>1</sup>, C. Bonatto<sup>1</sup> and E. Bica<sup>1</sup>

<sup>1</sup> *Departamento de Astronomia, Universidade Federal do Rio Grande do Sul, Av. Bento Gonçalves 9500  
Porto Alegre 91501-970, RS, Brazil*

4 March 2012

### ABSTRACT

The purpose of this work is to investigate the nature of low-level stellar overdensities projected towards the Galactic anticentre. We derive fundamental parameters for the confirmed clusters to improve the census of the open clusters (OCs) in that direction. Parameters are derived based on the 2MASS JHKs photometry coupled to a field star decontamination algorithm, colour-magnitude filters and stellar radial density profiles. Out of the 48 overdensities from the catalogue of Froebrich, Scholz, and Raftery (FSR07), 18 are new star clusters, 6 are previously studied OCs, and 7 are probable clusters that require deeper photometry to establish the nature. We discovered 7 new clusters, 6 of them forming an association of clusters with BPI 14, FSR 777, Kronberger 1, and Stock 8 in the region of the nebula IC 417 and related to the Aur OB2 association, and one embedded in the nebula Sh2-229. We also derive parameters for these three non-FSR07 clusters, because they are important in determining the structure of the Galactic anticentre. Thus, 58 objects were analysed in this work and we were able to derive fundamental parameters for 28 of them. The scenario in the IC 417 star forming region is consistent with a sequential event. FSR 888 and FSR 890 are embedded in Sh2-249 within the Gem OB1 association. According to the distance derived for these clusters and those in the association of clusters, both Aur OB2 and Gem OB1 are located in the Perseus arm.

**Key words:** (*Galaxy:*) open clusters and associations:general; *Galaxy:* structure

### 1 INTRODUCTION

Star clusters are often considered as building blocks of galaxies. Understanding how these objects form and evolve is vital to our comprehension of the structure, formation and evolution of galaxies. For instance, the open cluster (OC) system has been used to analyse the structure, dynamics, composition, and evolution of the Galactic disk (Friel 1995; Bonatto et al. 2006a; Piskunov et al. 2006). Young OCs, in particular, have been used as tracers of the spiral pattern of the Galaxy (Moffat et al. 1979; Bobylev 2007; Vásquez et al. 2008, and references therein). In practical terms, astrophysical parameters can in fact be determined for an OC more easily than for a single star.

Most young star clusters dissolve in the Galactic field in the early phase of their existence because of the rapid primordial gas removal by winds from OB stars and supernova explosions (*infant mortality*), since the potential of an embedded cluster (EC) is generally dominated by gas (Tutukov 1978; Goodwin & Bastian 2006; Bonatto & Bica 2011b). It is accepted that at this stage, the fate of a cluster is determined by the star formation efficiency (SFE) and the mass of the more massive stars. If the EC blows out the gas adia-

batically, the cluster will remain bound as long as the SFE is higher than 30%, but if the gas expulsion is explosive, the SFE needs to be higher than 50% (Lada & Lada 2003). Therefore, the gas expulsion can be very disruptive and because of this  $\approx 95\%$  of the ECs do not survive to become OCs (Lada & Lada 2003; Bonatto & Bica 2011b), with the survivors keeping at most 50% of their stars (*infant weight loss* - Kroupa & Boily 2002; Weidner et al. 2007; Goddard, Bastian & Kennicutt 2010). On the other hand, Smith et al. (2011) argue that the variation in cluster initial conditions is the most important parameter for dissolution by gas expulsion. This occurs because the stellar distribution can change significantly, changing the relative importance of the stellar and gas potentials.

Star formation occurs inside massive and dense gas clumps in giant molecular clouds (GMCs). These structures contain many cores that form stars. Some cores can group themselves in small sub-clumps where the SFE can be higher than in the overall clump. This way, Goodwin & Bastian (2009) suggest that the determinant factor for cluster survival is the virial state of the stellar content immediately before the gas expulsion. In this context, both *infant mor-*



# Referências Bibliográficas

- [1] ADAMS, F. C. Theoretical Models of Young Open Star Clusters: Effects of a Gaseous Component and Gas Removal. **Astrophysical Journal**, v. 542, p. 964–973, October 2000.
- [2] ALLEN, L. E.; MERGEATH, J. L.; DEUTSCH, L. K.; FAZIO, G. G.; CHAVARRIA, L.; DELL, R. D. Massive Star Birth: A Crossroads of Astrophysics (R. Cesaroni, E. Churchwell, M. Felli, and C. M. Walmsley eds.). **Cambridge University Press**, p. 352, 2005.
- [3] ALLEN, L.; MEGEATH, S. T.; GUTERMUTH, R.; MYERS, P. C.; WOLK, S.; ADAMS, F. C.; MUZEROLLE, J.; YOUNG, E.; PIPHER, J. L. The Structure and Evolution of Young Stellar Clusters). **Protostars and Planets V**, p. 361–376, 2007.
- [4] ALTER, G.; RUPRECHT, J.; VANÝSEK, V. Catalogue of Star Clusters and Associations (Supplement 2). **Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia**, v. 11, 1960.
- [5] ALTER, G.; BALAZS, B.; RUPRECHT, J.; VANYSEK, J. Catalogue of star clusters and associations. **Budapest: Akademiai Kiado, 1970, 2nd ed., edited by G. Alter, B. Balazs, J. Ruprecht, 1970.**
- [6] BALLESTEROS-PAREDES, J.; HARTMANN, L. Remarks on Rapid vs. Slow Star Formation. **Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica**, v. 43, p. 123-136, June 2007.
- [7] BASTIAN, N.; GOODWIN, S. P. Evidence for the strong effect of gas removal on the internal dynamics of young stellar clusters. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 369, p. L9-L13, June 2006.

- [8] BASTIAN, N.; GIELES, M.; GOODWIN, S. P.; TRANCHO, G.; SMITH, L. J.; KONSTANTOPOULOS, I.; EFREMOV, Y. The early expansion of cluster cores. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 389, p. 223-230, September 2008.
- [9] BASTIAN, N. Cluster Disruption: From infant mortality to long term survival. **arXiv1107.2140**, July 2011.
- [10] BAUMGARDT, H. Dissolution of Globular Clusters. **arXiv:astro-ph/0605125**, May 2006.
- [11] BEECH, M. Are LYNDS dark clouds fractals?. **Astrophysics and Space Science**, v. 133, p. 193-195, May 1987.
- [12] BERGOND, G.; LEON, S.; GUIBERT, J. Gravitational tidal effects on galactic open clusters. "**Astronomy and Astrophysics**", v. 377, p. 462–472, October 2001.
- [13] BHATT, B. C.; PANDEY, A. K.; MAHRA, H. S.; PALIWAL, D. C. CCD photometry of galactic open star clusters-III. NGC 1931. **Bulletin of the Astronomical Society of India**, v. 22, p. 291-302, September 1994.
- [14] BICA, E. L. D.; SCHMITT, H. R.; DUTRA, C. M.; OLIVEIRA, H. L. A Revised and Extended Catalog of Magellanic System Clusters, Associations, and Emission Nebulae. II. The Large Magellanic Cloud. "**Astronomical Journal**", v. 117, p. 238-246, January 1999.
- [15] BICA, E.; BONATTO, C. Properties of five low-contrast open clusters in the third quadrant. "**Astronomy and Astrophysics**", v. 443, p. 465–475, November 2005.
- [20] BICA, E.; BONATTO, C.; BARBUY, B.; ORTOLANI, S. Globular cluster system and Milky Way properties revisited. "**Astronomy and Astrophysics**", v. 450, p. 105–115, April 2006a.
- [17] BICA, E.; BONATTO, C.; BLUMBERG, R. Faint open clusters with 2MASS: BH 63, Lyngå 2, Lyngå 12 and King 20. "**Astronomy and Astrophysics**", v. 460, p. 83–92, December 2006b.

- [18] BICA, E.; DUTRA, C. M.; SOARES, J.; BARBUY, B. New infrared star clusters in the Northern and Equatorial Milky Way with 2MASS “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 404, p. 223–232, June 2003a.
- [19] BICA, E.; SANTIAGO, B. X.; DUTRA, C. M.; DOTTORI, H.; DE OLIVEIRA, M. R.; PAVANI, D. Dissolving star cluster candidates. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 366, p. 827–833, February 2001.
- [20] BICA, E.; BONATTO, C.; BARBUY, B.; ORTOLANI, S. Globular cluster system and Milky Way properties revisited. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 450, p. 105–115, April 2006.
- [21] BICA, E.; BONATTO, C.; CAMARGO, D. Probing FSR star cluster candidates in bulge/disc directions with 2MASS colour-magnitude diagrams. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 385, p. 349–360, March 2008.
- [22] BICA, E.; BONATTO, C. Star clusters or asterisms? 2MASS CMD and structural analyses of 15 challenging targets. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 530, p. A32, June 2011.
- [23] BLITZ, L.; FICH, M.; STARK, A. A. Catalog of CO radial velocities toward galactic H II regions. “**Astrophysical Journal Supplement Series**”, v. 49, p. 183–206, June 1982.
- [24] BLESS, R. C.; SAVAGE, B. D. Ultraviolet Photometry from the Orbiting Astronomical Observatory. II. Interstellar Extinction. **Astrophysical Journal**, v. 171, p. 293, February 1972.
- [25] BOBYLEV, V. V.; BAJKOVA, A. T.; LEBEDEVA, S. V. Galactic rotation parameters from data on open star clusters. **Astronomy Letters**, v. 33, p. 720–728, November 2007.
- [26] BOILY, C. M.; KROUPA, P. The impact of mass loss on star cluster formation - II. Numerical N-body integration and further applications. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 338, p. 673–686, January 2003.
- [27] BOLEY, P. A.; SOBOLEV, A. M.; KRUSHINSKY, V. V.; VAN BOEKEL, R.; HENNING, T.; MOISEEV, A. V.; YUSHKIN, M. V. S 235 B explained:

an accreting Herbig Be star surrounded by reflection nebulosity. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 399, p. 778–782, October 2009.

- [28] BONATTO, C.; BICA, E.; PAVANI, D. B. NGC 2180: A disrupting open cluster? “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 427, p. 485–494, November 2004b.
- [29] BONATTO, C.; BICA, E.; SANTOS, J. F. C., JR. Spatial dependence of 2MASS luminosity and mass functions in the old open cluster NGC 188. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 433, p. 917–929, April 2005.
- [30] BONATTO, C.; BICA, E. Detailed analysis of open clusters: A mass function break and evidence of a fundamental plane. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 437, p. 483–500, July 2005.
- [31] BONATTO, C.; BICA, E. Methods for improving open cluster fundamental parameters applied to M 52 and NGC 3960. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 455, p. 931–942, September 2006a.
- [32] BONATTO, C.; KERBER, L. O.; BICA, E.; SANTIAGO, B. X. Probing disk properties with open clusters. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 446, p. 121–135, January 2006b.
- [33] BONATTO, C.; SANTOS, J. F. C., JR.; BICA, E. Mass functions and structure of the young open cluster NGC 6611. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 445, p. 567–577, January 2006c.
- [34] BONATTO, C.; BICA, E. Old open clusters in the inner Galaxy: FSR1744, FSR89 and FSR31. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 473, p. 445–455, October 2007a.
- [35] BONATTO, C.; BICA, E. Open clusters in dense fields: the importance of field-star decontamination for NGC 5715, Lyngå 4, Lyngå 9, Trumpler 23, Trumpler 26 and Czernik 37. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 377, p. 1301–1323, May 2007b.
- [36] BONATTO, C.; BICA, E. Old open clusters in the inner Galaxy: FSR1744, FSR89 and FSR31. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 473, p. 445–455, October 2007c.

- [37] BONATTO, C.; BICA, E. Structural parameters of star clusters: relations among light, mass and star-count radial profiles, and dependence on photometric depth. **“Astronomy and Astrophysics”**, v. 477, p. 829-838, January 2008.
- [38] BONATTO, C.; BICA, E. The old Galactic open clusters FSR 1716 and Czernik 23. **“Astronomy and Astrophysics”**, v. 491, p. 767—780, September 2008a.
- [39] BONATTO, C.; BICA, E. Exploring FSR open cluster candidates within  $|\Delta\ell| = 20$ deg of the Galactic anticentre. **“Astronomy and Astrophysics”**, v. 485, p. 81-93, July 2008b.
- [40] BONATTO, C.; BICA, E. Probing the age and structure of the nearby very young open clusters NGC2244 and 2239. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 394, p. 2127-2140, April 2009a.
- [41] BONATTO, C.; BICA, E. The nature of the young and low-mass open clusters Pismis5, vdB80, NGC1931 and BDSB96. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 397, p. 1915-1925, August 2009b.
- [42] BONATTO, C.; BICA, E. Investigating the age and structure of the infrared old open clusters LK1, LK10, FSR1521 and FSR1555. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 392, p. 483-496, January 2009c.
- [43] BONATTO, C.; BICA, E. Uniform detection of the pre-main sequence population in the 5 embedded clusters related to the H II region NGC2174 (Sh2-252)Uniform detection of the pre-main sequence population in the 5 embedded clusters related to the H II region NGC 2174 (Sh2-252). **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 414, p.3769-3776, July 2011a.
- [44] BONATTO, C.; BICA, E. Constraining the star formation rate in the solar neighbourhood with star clusters. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 415, p. 2827-2831, August 2011b.
- [45] BONNELL, I. A.; DOBBS, C. L.; ROBITAILLE, T. P.; PRINGLE, J. E. Spiral shocks, triggering of star formation and the velocity dispersion in giant molecular clouds. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 365, p. 37—45, January 2006.

- [46] BOUTLOUKOS, S. G.; LAMERS, H. J. G. L. M. Star cluster formation and disruption time-scales - I. An empirical determination of the disruption time of star clusters in four galaxies. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 338, p. 717-732, January 2003.
- [47] BORISSOVA, J.; PESSEV, P.; IVANOV, V. D.; SAVIANE, I.; KURTEV, R.; IVANOV, G. R. Discovery of new Milky Way star cluster candidates in the 2MASS Point Source Catalog. II. Physical properties of the star cluster CC 01.. **"Astronomy and Astrophysics"**, v. 411, p. 83-90, November 2003.
- [48] BRESSERT, E.; BASTIAN, N.; GUTERMUTH, R.; MEGEATH, S. T.; ALLEN, L.; EVANS, II, N. J.; REBULL, L. M.; HATCHELL, J.; JOHNSTONE, D.; BOURKE, T. L.; CIEZA, L. A.; HARVEY, P. M.; MERIN, B.; RAY, T. P.; TOTHILL, N. F. H. The spatial distribution of star formation in the solar neighbourhood: do all stars form in dense clusters?. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 409, p. L54-L58, November 2010.
- [49] CAMARGO, D.; BONATTO, C.; BICA, E. Astrophysical parameters of 14 open clusters projected close to the Galactic plane. **"Astronomy and Astrophysics"**, v. 508, p. 211-220, December 2009.
- [50] CAMARGO, D.; BONATTO, C.; BICA, E. Towards a census of the Galactic anticentre star clusters: colour-magnitude diagram and structural analyses of a sample of 50 objects. **"Astronomy and Astrophysics"**, v. 521, p. 42, October 2010.
- [51] CAMARGO, D.; BONATTO, C.; BICA, E. A possible sequential star formation in the giant molecular cloud G174 + 2.5. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 416, p. 1522—1534, September 2011.
- [52] CAMARGO, D.; BONATTO, C.; BICA, E. Towards a census of the Galactic anticentre star clusters II: exploring lower overdensities. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, 2012 (Submitted).
- [53] CAMERON, L. M. Metallicities and Distances of Galactic Clusters as Determined from UBV Data - Part Three - Ages and Abundance Gradients of Open Clusters. **"Astronomy and Astrophysics"**, v. 147, p. 47, June 1985.

- [54] CAPUTO, F.; CHIEFFI, A.; CASTELLANI, V.; COLLADOS, M.; MARTINEZ ROGER, C.; PAEZ, E. CCD photometry of stars in the old open cluster NGC 188. **“Astronomical Journal”**, v. 99, p. 261-272, January 1990.
- [55] CAPUTO, F.; CASSISI, S. Global metallicity of globular cluster stars from colour-magnitude diagrams. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 333, p. 852—834, February 2002.
- [56] CARDELLI, J. A.; CLAYTON, G. C.; MATHIS, J. S. The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction. **Astrophysical Journal**, v. 345, p. 245–256, October 1989.
- [57] CARPENTER, J. M.; SNELL, R. L.; SCHLOERB, F. P. Anatomy of the Gemini OB1 molecular cloud complex. **Astrophysical Journal**, v. 445, p. 246-268, May 1995.
- [58] CARPENTER, J. M.; SNELL, R. L.; , F. P.; SKRUTSKIE, M. F. Embedded star clusters associated with luminous IRAS point sources. **Astrophysical Journal**, v. 407, p. 657-679, April 1993.
- [59] CARRARO, G.; NG, Y. K.; PORTINARI, L. On the Galactic disc age-metallicity relation. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 296, p. 1045-1056, June 1998.
- [60] CARRARO, G. Open cluster remnants: an observational overview. **Bulletin of the Astronomical Society of India**, v. 34, p. 153, March 2006.
- [61] CARRERA, R.; PANCINO, E. Chemical abundance analysis of the open clusters Berkeley 32, NGC 752, Hyades, and Praesepe. **“Astronomy and Astrophysics”**, v. 535, p. A30, November 2011.
- [62] CHAN, G.; FICH, M. An IRAS Survey of H II Regions. **“Astronomical Journal”**, v. 109, p. 2611, June 1995.
- [63] CHAVARRÍA, L. A.; ALLEN, L. E.; HORA, J. L.; BRUNT, C. M.; FAZIO, G. G. Spitzer Observations of the Massive Star-forming Complex S254-S258: Structure and Evolution. **Astrophysical Journal**, v. 682, p. 445-462, July 2008.

- [64] CARTWRIGHT, A.; WHITWORTH, A. P. The statistical analysis of star clusters. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 348, p. 589-598, February 2004.
- [65] CIEZA, L. A.; KESSLER-SILACCI, J. E.; JAFFE, D. T.; HARVEY, P. M.; EVANS, II, N. J. Evidence for J- and H-Band Excess in Classical T Tauri Stars and the Implications for Disk Structure and Estimated Ages. **Astrophysical Journal**, v. 635, p. 422-441, December 2005.
- [66] CHEN, W. P. AND CHEN, C. W. AND SHU, C. G. Morphology of Galactic Open Clusters. "**Astronomical Journal**", v. 128, p. 2306-2315, "Sep."2004.
- [67] CLARK, P. C.; BONNELL, I. A. The onset of collapse in turbulently supported molecular clouds. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 361, p. 2-16, July 2005
- [68] DALE, J. E.; BONNELL, I. A.; WHITWORTH, A. P. Ionization-induced star formation - I. The collect-and-collapse model. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 375, p. 1291-1298, March 2007.
- [69] DAME, T. M.; ELMEGREEN, B. G.; COHEN, R. S.; THADDEUS, P. The largest molecular cloud complexes in the first galactic quadrant. **Astrophysical Journal**, v. 305, p. 892-908, June 1986.
- [70] DE GRIJS, R.; ANDERS, P. How well do we know the age and mass distributions of the star cluster system in the Large Magellanic Cloud?. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 366, p. 295-307, February 2006.
- [71] DEHARVENG, L.; ZAVAGNO, A.; CAPLAN, J. Triggered massive-star formation on the borders of Galactic H II regions. I. A search for "collect and collapse" candidates. "**Astronomy and Astrophysics**", v. 433, p. 565-577, April 2005.
- [72] DE LA FUENTE MARCOS, R. The initial mass function and the dynamical evolution of open clusters. IV. Realistic systems. "**Astronomy and Astrophysics**", v. 322, p. 764-777, June 1997.
- [73] DE LA FUENTE MARCOS, R. Searching for open cluster remnants. "**Astronomy and Astrophysics**", v. 333, p. L27-L30, May 1998.



- [74] DE LA FUENTE MARCOS, R. Ghostly Open Clusters (Invited). In: MODES OF STAR FORMATION AND THE ORIGIN OF FIELD POPULATIONS, Grebel, E. K.; Brandner, W., editores, v. 285 of **Astronomical Society of the Pacific Conference Series**, p. 160, 2002.
- [75] DE LA FUENTE MARCOS, R.; de la Fuente Marcos, C. From Star Complexes to the Field: Open Cluster Families. **Astrophysical Journal**, v. 672, p. 342-351, January 2008.
- [76] DE LA FUENTE MARCOS, R.; de la Fuente Marcos, C. Hierarchical Star Formation in the Milky Way Disk. **Astrophysical Journal**, v. 700, p. 436-446, July 2009.
- [77] DE WIT, W. J.; TESTI, L.; PALLA, F.; ZINNECKER, H. The origin of massive O-type field stars: II. Field O stars as runaways. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 437, p. 247—255, July 2005.
- [78] DEWANGAN, L. K.; ANANDARAO, B. G. Infrared photometric study of the massive star forming region S235 using Spitzer-IRAC and JHK observations. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 414, p.1526-1544, June 2011.
- [79] DIAS, W. S.; ALESSI, B. S.; MOITINHO, A.; LÉPINE, J. R. D. New catalogue of optically visible open clusters and candidates. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 389, p. 871–873, July 2002.
- [80] DREW, J. E.; GREIMEL, R.; IRWIN, M. J.; AUNGWEROJWIT, A.; BARLOW, M. J.; CORRADI, R. L. M.; DRAKE, J. J.; GÄNSICKE, B. T.; GROOT, P.; HALES, A.; HOPEWELL, E. C.; IRWIN, J.; KNIGGE, C.; LEISY, P.; LENNON, D. J.; MAMPASO, A.; MASHEDER, M. R. W.; MATSUURA, M.; MORALES-RUEDA, L.; MORRIS, R. A. H.; PARKER, Q. A.; PHILLIPPS, S.; RODRIGUEZ-GIL, P.; ROELOFS, G.; SKILLEN, I.; SOKOLOSKI, J. L.; STEEGHS, D.; UNRUH, Y. C.; VIIRONEN, K.; VINK, J. S.; WALTON, N. A.; WITHAM, A.; WRIGHT, N.; ZIJLSTRA, A. A.; ZURITA, A. The INT Photometric H $\alpha$  Survey of the Northern Galactic Plane (IPHAS). **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 362, p. 753-776, September 2005.

- [81] DUTRA, C. M.; BICA, E. New infrared star clusters and candidates in the Galaxy detected with 2MASS. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 376, p. 434–440, September 2001.
- [82] DUTRA, C. M.; SANTIAGO, B. X.; BICA, E. Low-extinction windows in the inner Galactic Bulge. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 381, p. 219-226, January 2002.
- [83] EFREMOV, Y. N. Star complexes. **Soviet Astronomy Letters**, v. 4, p. 66, February 1978.
- [84] ELMEGREEN, B. G.; LADA, C. J. Sequential formation of subgroups in OB associations. **Astrophysical Journal**, v. 214, p. 725-741, June 1977.
- [85] ELMEGREEN, B. G. Star Formation in a Crossing Time. **Astrophysical Journal**, v. 530, p. 277—281, February 2000.
- [86] ELMEGREEN, B. G. Variations in Stellar Clustering with Environment: Dispersed Star Formation and the Origin of Faint Fuzzies. **Astrophysical Journal**, v. 672, p. 1006-1012, January 2000.
- [87] FALL, S. M.; CHANDAR, R.; WHITMORE, B. C. The Age Distribution of Massive Star Clusters in the Antennae Galaxies. **Astrophysical Journal Letters**, v. 631, p. L133-L136, October 2005.
- [88] FEIGELSON, E. D.; GETMAN, K. V.; TOWNSLEY, L. K.; BROOS, P. S.; POVICH, M. S.; GARMIRE, G. P.; KING, R. R.; MONTMERLE, T.; PREIBISCH, T.; SMITH, N.; STASSUN, K. G.; WANG, J.; WOLK, S.; ZINNECKER, H. X-ray Star Clusters in the Carina Complex. “**Astrophysical Journal Supplement Series**”, v. 194, p. 9, May 2011.
- [89] FELLHAUER, M.; WILKINSON, M. I.; KROUPA, P. Merging time-scales of stellar subclumps in young star-forming regions. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 397, p. 954-962, August 2009.
- [90] FELLI, M.; TESTI, L.; VALDETTARO, R.; WANG, J.-J. Star formation in the S 235 A-B complex. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 320, p. 594-604, April 1997.

- [91] FELLI, M.; MASSI, F.; NAVARRINI, A.; NERI, R.; CESARONI, R.; JENNESS, T. New light on the S235A-B star forming region. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 420, p. 553-569, June 2004.
- [92] FICH, M.; BLITZ, L. Optical H II regions in the outer galaxy. **Astrophysical Journal**, v. 279, p. 125-135, April 1984.
- [93] FRIEL, E. D. The Old Open Clusters Of The Milky Way. “**Annual Review of Astronomy and Astrophysics**”, v. 33, p. 381–414, 1995.
- [94] FRIEL, E. D.; JANES, K. A.; TAVAREZ, M.; SCOTT, J.; KATSANIS, R.; LOTZ, J.; HONG, L.; MILLER, N. Metallicities of Old Open Clusters. “**Astronomical Journal**”, v. 124, p. 2693-2720, November 2002.
- [95] FROEBRICH, D.; SCHOLZ, A.; RAFTERY, C. L. A systematic survey for infrared star clusters with  $|b| < 20^\circ$  using 2MASS. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 374, p. 399–408, January 2007.
- [96] FROEBRICH, D.; SCHMEJA, S.; SAMUEL, D.; LUCAS, P. W. Old star clusters in the FSR catalogue. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 409, p. 1281-1288, December 2010.
- [97] FUKUDA, N.; HANAWA, T. Sequential Star Formation Triggered by Expansion of an H II Region. **Astrophysical Journal**, v. 533, p. 911-923, April 2000.
- [98] FUSI PECCI, F.; FERRARO, F. R.; CROCKER, D. A.; ROOD, R. T. AND BUONANNO, R. The variation of the red giant luminosity function 'Bump' with metallicity and the age of the globular clusters. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 238, p. 95-110, November 1990.
- [99] GEORGELIN, Y. M.; GEORGELIN, Y. P.; ROUX, S. Observations de nouvelles regions HII galactiques et d'etoiles excitatrices. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 25, p. 337, June 1973.
- [100] GEORGELIN, Y. M. Ph. D. Thesis, Université de Provence, Observatoire de Marseille, 1975.

- [101] GIRARDI, L.; BERTELLI, G.; BRESSAN, A.; CHIOSI, C.; GROENEWEGEN, M. A. T.; MARIGO, P.; SALASNICH, B.; WEISS, A. Theoretical isochrones in several photometric systems. I. Johnson-Cousins-Glass, HST/WFPC2, HST/NICMOS, Washington, and ESO Imaging Survey filter sets. **“Astronomy and Astrophysics”**, v. 391, p. 195–212, August 2002.
- [102] GIELES, M.; BASTIAN, N.; LAMERS, H. J. G. L. M.; MOUT, J. N. The star cluster population of M 51. III. Cluster disruption and formation history. **“Astronomy and Astrophysics”**, v. 441, p. 949-960, oct 2005.
- [103] GIELES, M. In IAU Symp. 266, Star Clusters: Basic Galactic Building Blocks Throughout Time and Space, ed. R. de Grijs & J. Lépine (**Cambridge: Springer**), **69**.
- [104] GIELES, M.; ATHANASSOULA, E.; PORTEGIES ZWART, S. F. The effect of spiral arm passages on the evolution of stellar clusters. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 376, p. 809-819, April 2007.
- [105] GIELES, M.; PORTEGIES ZWART, S. F.; BAUMGARDT, H.; ATHANASSOULA, E.; LAMERS, H. J. G. L. M.; SIPIOR, M.; LEENAARTS, J. Star cluster disruption by giant molecular clouds. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 371, p. 793–804, September 2006.
- [106] GLUSHKOVA, E. V.; KOPOSOV, S. E.; ZOLOTUKHIN, I. Y.; BELETSKY, Y. V.; VLASOV, A. D.; LEONOVA, S. I. Automated search for star clusters in large multiband surveys: II. Discovery and investigation of open clusters in the galactic plane. **Astronomy Letters**, v. 36, p. 75-85, September 2010.
- [107] GODDARD, Q. E.; BASTIAN, N.; KENNICUTT, R. C. On the fraction of star clusters surviving the embedded phase. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 405, p. 857-869, June 2010.
- [108] GOODWIN, S. P. Residual gas expulsion from young globular clusters. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 284, p. 785–802, February 1997.
- [109] GOODWIN, S. P.; BASTIAN, N. Gas expulsion and the destruction of massive young clusters. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 373, p. 752–758, December 2006.

- [110] GOODWIN, S. P. The effect of the dynamical state of clusters on gas expulsion and infant mortality. **Astrophysics & Space Science**, v. 324, p. 259-263, December 2009.
- [111] GUTERMUTH, R. A.; MEGEATH, S. T.; PIPHER, J. L.; WILLIAMS, J. P.; ALLEN, L. E.; MYERS, P. C.; RAINES, S. N. The Initial Configuration of Young Stellar Clusters: A K-Band Number Counts Analysis of the Surface Density of Stars. **Astrophysical Journal**, v. 632, p. 397-420, October 2005.
- [112] GUTERMUTH, R. A.; MEGEATH, S. T.; MYERS, P. C.; ALLEN, L. E.; PIPHER, J. L.; FAZIO, G. G. A Spitzer Survey of Young Stellar Clusters Within One Kiloparsec of the Sun: Cluster Core Extraction and Basic Structural Analysis. “**Astrophysical Journal Supplement Series**”, v. 184, p. 18-83, September 2009.
- [113] GVARAMADZE, V. V.; KNIAZEV, A. Y.; KROUPA, P.; OH, S. Search for OB stars running away from young star clusters. II. The NGC 6357 star-forming region. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 535, p. A29, November 2011.
- [114] HAISCH, JR., K. E.; LADA, E. A.; LADA, C. J. Disk Frequencies and Lifetimes in Young Clusters. **Astrophysical Journal Letters**, v. 553, p. L153-L156, June 2001.
- [115] HARTMANN, L.; BALLESTEROS-PAREDES, J.; BERGIN, E. A. Rapid Formation of Molecular Clouds and Stars in the Solar Neighborhood. **Astrophysical Journal**, v. 562, p. 852–868, December 2001.
- [116] HAUG, U. UBV Observations of luminous stars in three Milky Way fields (Cassiopeia, Camelopardalis and Gemini). “**Astronomy and Astrophysics Supplement Series**”, v. 1, p. 35, January 1970.
- [117] HERNÁNDEZ, J.; CALVET, N.; HARTMANN, L.; BRICEÑO, C.; SICILIA-AGUILAR, A.; BERLIND, P. Herbig Ae/Be Stars in nearby OB Associations. “**Astronomical Journal**”, v. 129, p. 856-871, February 2005.
- [118] HERNANDEZ, J.; CALVET, N.; HARTMANN, L.; BRICEÑO, C.; VIVAS, A. K.; MUZEROLLE, J.; GUTERMUTH, R.; STAUFFER, J. Census of protoplanetary disks in young stellar regions. **Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series**, v. 40, p. 243-244, October 2011.

- [119] HEYER, M. H.; BRUNT, C. M. The Universality of Turbulence in Galactic Molecular Clouds. **Astrophysical Journal Letters**, v. 615, p. L45-L48, November 2004.
- [120] VON HIPPEL, T.; SARAJEDINI, A. WIYN Open Cluster Study. I. Deep Photometry of NGC 188. **"Astronomical Journal"**, v. 116, p. 1789-1800, October 1998.
- [121] HIROTA, A.; KUNO, N.; SATO, N.; NAKANISHI, H.; TOSAKI, T.; SORAI, K. Giant Molecular Clouds in the Spiral Arm of IC 342. **Astrophysical Journal**, v. 737, p. 40H, August 2011.
- [122] HOBBS, L. M.; THORBURN, J. A.; RODRIGUEZ-BELL, T. On the metallicity and the turnoff age of NGC 188. **"Astronomical Journal"**, v. 100, p. 710-718, September 1990.
- [123] HODAPP, K. -W. A K' imaging survey of molecular outflow sources. **"Astrophysical Journal Supplement Series"**, v. 94, p. 615-649, October 1994.
- [124] HOSOKAWA, T.; INUTSUKA, S.-I. Dynamical Expansion of Ionization and Dissociation Fronts around a Massive Star. I. A Mode of Triggered Star Formation. **Astrophysical Journal**, v. 623, p. 917-921, April 2005.
- [125] HUMPHREYS, R. M. Studies of luminous stars in nearby galaxies. I. Supergiants and O stars in the Milky Way.. **"Astrophysical Journal Supplement Series"**, v. 38, p. 309-350, December 1978.
- [126] HURLEY, J. R.; TOUT, C. A.; AARSETH, S. J.; POLS, O. R. Metallicity effects on open cluster dynamics. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 355, p. 1207-1216, December 2004.
- [127] JANES, K. Evidence for an abundance gradient in the galactic disk. **"Astrophysical Journal Supplement Series"**, v. 39, p. 135-156, February 1979.
- [128] JANES, K.; ADLER, D. Open clusters and galactic structure. **"Astrophysical Journal Supplement Series"**, v. 49, p. 425-445, July 1982.
- [129] JANES, K. A.; PHELPS, R. L. The galactic system of old star clusters: The development of the galactic disk. **"Astronomical Journal"**, v. 108, p. 1773-1785, November 1994.

- [130] JANES, K. A.; TILLEY, C.; LYNGA, G. Properties of the open cluster system. “**Astronomical Journal**”, v. 95, p. 771–784, March 1988.
- [131] JEFFRIES, R. D.; LITTLEFAIR, S. P.; NAYLOR, T.; MAYNE, N. J. No wide spread of stellar ages in the Orion Nebula Cluster. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 418, p. 1948-1958, December 2011.
- [132] JIANG, Z.; YAO, Y.; YANG, J.; ISHII, M.; NAGATA, T.; NAKAYA, H.; SATO, S. K'-Band Polarimetric Imaging of S187 IR and S233. “**Astronomical Journal**”, v. 122, p. 313–321, July 2001.
- [133] JOHNSON, H. L. Infrared Stellar Photometry. **Astrophysical Journal**, v. 135, p. 69–+, January 1962.
- [134] JOSE, J.; PANDEY, A. K.; OJHA, D. K.; OGURA, K.; CHEN, W. P.; BHATT, B. C.; GHOSH, S. K.; MITO, H.; MAHESWAR, G.; SHARMA, S. Stellar contents and star formation in the young open cluster Stock 8. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 384, p. 1675-1700, March 2008.
- [135] KALIRAI, J. S.; RICHER, H. B.; REITZEL, D.; HANSEN, B. M. S.; RICH, R. M.; FAHLMAN, G. G.; GIBSON, B. K.; VON HIPPEL, T. The Initial-Final Mass Relationship: Spectroscopy of White Dwarfs in NGC 2099 (M37). **Astrophysical Journal Letters**, v. 618, p. L123–L127, January 2005.
- [136] KAWAMURA, A.; ONISHI, T.; YONEKURA, Y.; DOBASHI, K.; MIZUNO, A.; OGAWA, H.; FUKUI, Y. A 13CO Survey of Molecular Clouds in Gemini and Auriga. “**Astrophysical Journal Supplement Series**”, v. 117, p. 387, July 1998.
- [137] KENNEDY, G. M.; KENYON, S. J. Stellar Mass Dependent Disk Dispersal. **Astrophysical Journal**, v. 695, p. 1210-1226, April 2009.
- [138] KHARCHENKO, N. V.; PISKUNOV, A. E.; ROSER, S.; SCHILBACH E., ; SCHOLZ, R. D. All-sky census of galactic open cluster stars. **Kinematika i Fizika Nebesnykh Tel Supplement**, v. 5, p. 381–384, June 2005a.
- [139] KHARCHENKO, N. V.; PISKUNOV, A. E.; ROESER, S.; SCHILBACH, E.; SCHOLZ, R.-D. Catalogue of Open Cluster Data (COCD) (Kharchenko+, 2005). **VizieR Online Data Catalog**, v. 343, p. 81163–+, July 2005b.

- [140] KHARCHENKO, N. V.; PISKUNOV, A. E.; RÖSER, S.; SCHILBACH E., ; SCHOLZ, R. D. 109 new Galactic open clusters. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 440, p. 403-408, September 2005c.
- [141] KING, I. R. The structure of star clusters. I. an empirical density law. “**Astronomical Journal**”, v. 67, p. 471, October 1962.
- [142] KING, J. R.; VILLARREAL, A. R.; SODERBLOM, D. R.; GULLIVER, A. F.; ADELMAN, S. J. Stellar Kinematic Groups. II. A Reexamination of the Membership, Activity, and Age of the Ursa Major Group. “**Astronomical Journal**”, v. 125, p. 1980-2017, April 2003.
- [143] KIRSANOVA, M. S.; SOBOLEV, A. M.; THOMASSON, M.; WIEBE, D. S.; JOHANSSON, L. E. B.; SELEZNEV, A. F. Star formation around the HII region Sh2-235. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 388, p. 729-736, August 2008.
- [144] KOHOUTEK, L.; WEHMEYER, R. Catalogue of H-alpha emission stars in the Northern Milky Way. “**Astronomy and Astrophysics Supplement Series**”, v. 134, p. 255—256, 1999.
- [145] KOPOSOV, S.; DE JONG, J. T. A.; BELOKUROV, V.; RIX, H. .; ZUCKER, D. B.; EVANS, N. W.; GILMORE, G.; IRWIN, M. J.; BELL, E. F. The discovery of two extremely low luminosity Milky Way globular clusters. **Astrophysical Journal**, v. 669, p. 337-342, November 2007.
- [146] KOPOSOV, S. E.; GLUSHKOVA, E. V.; ZOLOTUKHIN, I. Y. Automated search for Galactic star clusters in large multiband surveys. I. Discovery of 15 new open clusters in the Galactic anticenter region. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 86, p. 771-777, August 2008.
- [147] KRONBERGER, M.; TEUTSCH, P.; ALESSI, B.; STEINE, M.; FERRERO, L.; GRACZEWSKI, K.; JUCHERT, M.; PATCHICK, D.; RIDDLE, D.; SALORANTA, J.; SCHOENBALL, M.; WATSON, C. New galactic open cluster candidates from DSS and 2MASS imagery. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 447, p. 921-928, March 2006.
- [148] KROUPA, P. On the variation of the initial mass function. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 322, p. 231–246, April 2001a.



- [149] KROUPA, P. The Birth, Evolution and Death of Star Clusters. In: FROM DARKNESS TO LIGHT: ORIGIN AND EVOLUTION OF YOUNG STELLAR CLUSTERS, Montmerle, T.; André, P., editores, v. 243 of **Astronomical Society of the Pacific Conference Series**, p. 387, 2001b.
- [150] KROUPA, P.; BOILY, C. M. On the mass function of star clusters. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 336, p. 1188–1194, November 2002.
- [151] KRUIJSSEN, J. M. D.; MASCHBERGER, T.; MOECKEL, N.; CLARKE, C. J.; BASTIAN, N.; BONNELL, I. A. The dynamical state of stellar structure in star-forming regions. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 419, p. 841–853, January 2012.
- [152] KUMAR, M. S. N.; KETO, E.; CLERKIN, E. The youngest stellar clusters. Clusters associated with massive protostellar candidates. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 449, p. 1033–1041, April 2006.
- [153] LADA, C. J.; LADA, E. A. Embedded Clusters in Molecular Clouds. “**Annual Review of Astronomy and Astrophysics**”, v. 41, p. 57–115, 2003.
- [154] LAMERS, H. J. G. L. M.; GIELES, M. Clusters in the solar neighbourhood: how are they destroyed?. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 455, p. 17–20, August 2006.
- [155] LAMERS, H. J. G. L. M.; BAUMGARDT, H.; GIELES, M. Mass-loss rates and the mass evolution of star clusters. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 409, p. 305–328, November 2010.
- [156] LARSON, R. B. Turbulence and star formation in molecular clouds. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 194, p. 809–826, 1981.
- [157] LEISAWITZ, D.; THADDEUS, F. N. A CO survey of regions around 34 open clusters. “**Astrophysical Journal Supplement Series**”, v. 70, p. 731–812, August 1989.
- [158] LOMAX, O.; WHITWORTH, A. P.; CARTWRIGHT, A. Statistical comparison of clouds and star clusters. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 412, p. 627–633, March 2011.

- [159] LYNGÅ, G. Open clusters in our Galaxy. **“Astronomy and Astrophysics”**, v. 109, p. 213–222, May 1982.
- [160] LYNGÅ, G. The Lund Catalogue of Open Cluster Data. In: **ASTRONOMY FROM LARGE DATABASES**, Murtagh, F.; Heck, A., editores, p. 379, 1988.
- [161] LYNGÅ, G. Open Cluster Data 5th Edition (Lynga 1987). **VizieR Online Data Catalog**, v. 7092, p. 0, February 1995.
- [162] MACIEJEWSKI, G.; NIEDZIELSKI, A. CCD BV survey of 42 open clusters. **“Astronomy and Astrophysics”**, v. 467, p. 1065-1074, June 2007.
- [163] MACKEY, A. D.; WILKINSON, M. I.; DAVIES, M. B.; GILMORE, G. F. Black holes and core expansion in massive star clusters. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 386, p. 65-95, May 2008.
- [164] MACKEY, A. D.; WILKINSON, M. I.; DAVIES, M. B.; GILMORE, G. F. The effect of stellar-mass black holes on the structural evolution of massive star clusters. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 379, p. 40—44, July 2007.
- [165] MACKEY, A. D.; GILMORE, G. F. Surface brightness profiles and structural parameters for 10 rich stellar clusters in the Small Magellanic Cloud. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 338, p. 120-130, January 2003.
- [166] MAC LOW, M.-M. Clustered vs. Isolated Star Formation (Invited). **Astronomical Society of the Pacific Conference Series**, v. 285, p. 112, 2002.
- [167] MAC LOW, M.-M.; KLESSEN, R. S. Control of star formation by supersonic turbulence. **Reviews of Modern Physics**, v. 76, p. 125-194, January 2004.
- [168] MAGRINI, L.; SESTITO, P.; RANDICH, S.; GALLI, D. The evolution of the Galactic metallicity gradient from high-resolution spectroscopy of open clusters. **“Astronomy and Astrophysics”**, v. 494, p. 95-108, January 2009.
- [169] MAO, R.-Q.; ZENG, Q. Molecular gas and dust in the massive star forming region S 233 IR. **Chinese Journal of Astronomy and Astrophysics**, v. 410, p. 511–518, November 2003.

- [170] MARIGO, P.; GIRARDI, L.; BRESSAN, A.; GROENEWEGEN, M. A. T.; SILVA, L.; GRANATO, G. L. Evolution of asymptotic giant branch stars. II. Optical to far-infrared isochrones with improved TP-AGB models. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 482, p. 883-905, May 2008.
- [171] MEL’NIK, A. M.; EFREMOV, Y. N. A new list of OB associations in our galaxy. **Astronomy Letters**, v. 21, p. 10-26, January 1995.
- [172] MERRITT, D.; PIATEK, S.; PORTEGIES ZWART, S.; HEMSENDORF, M. Core Formation by a Population of Massive Remnants. **Astrophysical Journal Letters**, v. 608, p. 25-28, June 2004.
- [173] MERMILLIOD, J.-C. The Open Cluster DataBase, in The origins, evolution, and destinies of binary stars in clusters, v. 90 of **Astronomical Society of the Pacific Conference Series**, 1996.
- [174] MOECKEL, N.; CLARKE, C. J. Collisional formation of very massive stars in dense clusters. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 410, p. 2799-2806, February 2011.
- [175] MOFFAT, A. F. J.; JACKSON, P. D.; FITZGERALD, M. P. The rotation and structure of the galaxy beyond the solar circle. I - Photometry and spectroscopy of 276 stars in 45 H II regions and other young stellar groups toward the galactic anticentre. “**Astronomy and Astrophysics Supplement Series**”, v. 38, p. 197-225, November 1979.
- [176] MOMANY, Y.; ZAGGIA, S.; GILMORE, G.; PIOTTO, G.; CARRARO, G.; BEDIN, L. R.; DE ANGELI, F. Outer structure of the Galactic warp and flare: explaining the Canis Major over-density. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 451, p. 515-538, May 2006.
- [177] MYERS, P. C. Filamentary Structure of Star-forming Complexes. **Astrophysical Journal**, v. 700, p. 1609-1625, August 2009.
- [178] NILAKSHI, ; SAGAR, R.; PANDEY, A. K.; MOHAN, V. A study of spatial structure of galactic open star clusters. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 383, p. 153-162, January 2002.
- [179] OJHA, D. K.; SAMAL, M. R.; PANDEY, A. K.; BHATT, B. C.; GHOSH, S. K.; SHARMA, S.; TAMURA, M.; MOHAN, V.; ZINCHENKO, I. Star Formation

- Activity in the Galactic H II Complex S255-S257. **Astrophysical Journal**, v. 738, p. 156, September 2011.
- [180] OORT, J. H. Summary - From the Astronomical Point of View. **Ricerche Astronomiche**, v. 5, p. 507, 1958.
- [181] PADOAN, P.; NORDLUND, Å. The Stellar Initial Mass Function from Turbulent Fragmentation. **Astrophysical Journal**, v. 576, p. 870-879, September 2002.
- [182] PALLA, F.; STAHLER, S. W. Accelerating Star Formation in Clusters and Associations. **Astrophysical Journal**, v. 540, p. 255-270, September 2000.
- [183] PANAGIA, N.; TOSI, M. Galactic metal abundance gradient in young stellar population. **"Astronomy and Astrophysics"**, v. 96, p. 306-309, March 1981.
- [184] PANDEY, A. K.; MAHRA, H. S. Photometry of open cluster NGC 1931. **Astrophysics and Space Science**, v. 120, p. 107-113, June 1986.
- [185] PAVANI, D. B.; BICA, E. Characterization of open cluster remnants. **"Astronomy and Astrophysics"**, v. 468, p. 139-150, June 2007.
- [186] PFALZNER, S. Universality of young cluster sequences. **"Astronomy and Astrophysics"**, v. 498, p. 37-40, May 2009.
- [187] PISKUNOV, A. E.; KHARCHENKO, N. V.; SCHILBACH, E.; RÖSER, S.; SCHOLZ, R.-D.; ZINNECKER, H. The initial luminosity and mass functions of the Galactic open clusters. **"Astronomy and Astrophysics"**, v. 487, p. 557-566, August 2008.
- [188] PISKUNOV, A. E.; KHARCHENKO, N. V.; RÖSER, S.; SCHILBACH, E.; SCHOLZ, R.-D. Revisiting the population of Galactic open clusters. **"Astronomy and Astrophysics"**, v. 445, p. 545-565, January 2006.
- [189] PORRAS, A.; CRUZ-GONZÁLEZ, I.; SALAS, L. Young stellar clusters and H<sub>2</sub> nebulosities in S233IR. **Astrophysical Journal**, v. 500, p. 660-670, September 2000.
- [190] PORRAS, A.; CHRISTOPHER, M.; ALLEN, L.; DI FRANCESCO, J.; MEGEATH, S. T.; MYERS, P. C. A Catalog of Young Stellar Groups and

- Clusters within 1 Kiloparsec of the Sun. “**Astronomical Journal**”, v. 126, p. 1916-1924, October 2003.
- [191] PORTEGIES ZWART, S. F.; MCMILLAN, S. L. W.; GIELES, M. Young Massive Star Clusters. “**Annual Review of Astronomy and Astrophysics**”, v. 48, p. 431-493, September 2010.
- [192] PORTEGIES ZWART, S. F.; MAKINO, J.; MCMILLAN, S. L. W.; HUT, P. The Lives and Deaths of Star Clusters near the Galactic Center. **Astrophysical Journal**, v. 565, p. 265-279, January 2002.
- [193] PORTEGIES ZWART, S. F.; MAKINO, J.; MCMILLAN, S. L. W.; HUT, P. Star cluster ecology. III. Runaway collisions in young compact star clusters. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 348, p. 117-126, August 1999.
- [194] PROSZKOW, E. M.; ADAMS, F. C. Dynamical Evolution of Young Embedded Clusters: A Parameter Space Survey. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 361, p. 486-510, December 2009.
- [195] REID, M. J. The distance to the center of the Galaxy. “**Annual Review of Astronomy and Astrophysics**”, v. 31, p. 345-372, 1993.
- [196] REID, M. J.; MENTEN, K. M.; BRUNTHALER, A.; ZHENG, X. W.; MOSCADELLI, L.; XU, Y. Trigonometric Parallaxes of Massive Star-Forming Regions. I. S 252 G232.6+1.0. **Astrophysical Journal**, v. 693, p. 397-405, March 2009.
- [197] RIEKE, G. H.; LEBOFISKY, M. J. The interstellar extinction law from 1 to 13 microns. **Astrophysical Journal**, v. 288, p. 618-621, January 1985.
- [198] RUSSEIL, D.; ADAMI, C.; GEORGELIN, Y. M. Revised distances of Northern HII regions. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 470, p. 161-171, July 2007.
- [199] SAURIN, T. A.; BICA, E.; BONATTO, C. Star clusters in the Sh2-132 complex: clues about the connection between embedded and open clusters. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 407, p. 133-143, September 2010.
- [200] SÁNCHEZ, N.; AÑEZ, N.; ALFARO, E. J.; CRONE ODEKON, M. The Fractal Dimension of Star-forming Regions at Different Spatial Scales in M33. **Astrophysical Journal**, v. 720, p. 541-547, September 2010.

- [201] SARAJEDINI, A.; VON HIPPEL, T.; KOZHURINA-PLATAIS, V.; DEMARQUE, P. WIYN Open Cluster Study. II. UBVRI CCD Photometry of the Open Cluster NGC 188. **“Astronomical Journal”**, v. 118, p. 2894-2907, December 1999.
- [202] SCHMEJA, S.; KUMAR, M. S. N.; FERREIRA, B. The structures of embedded clusters in the Perseus, Serpens and Ophiuchus molecular clouds. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 389, p. 1209-1217, September 2008.
- [203] SHEPHERD, D. S.; CHURCHWELL, E. Bipolar Molecular Outflows in Massive Star Formation Regions. **Astrophysical Journal**, v. 472, p. 225, November 1996.
- [204] SHEPHERD, D. S.; WATSON, A. M. A Detailed Study of G173.58+2.45: an Intermediate-Mass Star-forming Region. **Astrophysical Journal**, v. 566, p. 966–973, February 2002.
- [205] SCHLEGEL, D. J.; FINKBEINER, D. P.; DAVIS, M. Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds. **Astrophysical Journal**, v. 500, p. 525, June 1998.
- [206] SHARMA, S.; PANDEY, A. K.; OJHA, D. K.; CHEN, W. P.; GHOSH, S. K.; BHATT, B. C.; MAHESWAR, G.; SAGAR, R. Star formation in young star cluster NGC1893. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 380, p. 1141-1160, September 2007.
- [207] SIESS, L.; DUFOUR, E.; FORESTINI, M. An internet server for pre-main sequence tracks of low- and intermediate-mass stars. **“Astronomy and Astrophysics”**, v. 358, p. 593–599, June 2000.
- [208] SKRUTSKIE, M. F.; CUTRI, R. M.; STIENING, R.; WEINBERG, M. D.; SCHNEIDER, S.; CARPENTER, J. M.; BEICHMAN, C.; CAPPS, R.; CHESTER, T.; ELIAS, J.; HUCHRA, J.; LIEBERT, J.; LONSDALE, C.; MONET, D. G.; PRICE, S.; SEITZER, P.; JARRETT, T.; KIRKPATRICK, J. D.; GIZIS, J. E.; HOWARD, E.; EVANS, T.; FOWLER, J.; FULLMER, L.; HURT, R.; LIGHT, R.; KOPAN, E. L.; MARSH, K. A.; MCCALLON, H. L.;

- TAM, R.; VAN DYK, S.; WHEELLOCK, S. The Two Micron All Sky Survey (2MASS). “**Astronomical Journal**”, v. 131, p. 1163–1183, February 2006.
- [209] SMITH, R.; FELLHAUER, M.; GOODWIN, S.; ASSMANN, P. Surviving infant mortality in the hierarchical merging scenario. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 414, p. 3036-3043, July 2011.
- [210] SOARES, J. B.; BICA, E.; AHUMADA, A. V.; CLARIÁ, J. J. Photometric and spectroscopic study of low mass embedded star clusters in reflection nebulae. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 430, p. 987-996, February 2005.
- [211] SOLOMON, P. M.; RIVOLO, A. R.; BARRETT, J.; YAHIL, A., Mass, luminosity, and line width relations of Galactic molecular clouds. **Astrophysical Journal**, v. 319, p. 730-741, August 1997.
- [212] STETSON, P. B.; VANDENBERG, D. A.; BOLTE, M. The Relative Ages of Galactic Globular Clusters. “**Publications of the Astronomical Society of the Pacific**”, v. 108, p. 560, July 1996.
- [213] STRAIŽYS, V.; DREW, J. E.; LAUGALYS, V. Extinctions and Distances to Dark Clouds from 2MASS, MegaCam and IPHAS Surveys: LDN 1525 in the Direction of the Aur OB1 Association. **Baltic Astronomy**, v. 19, p. 169-180, February 2010.
- bibitem[Takahashi & Portegies Zwart(2000)Takahashi and Portegies Zwart]Takahashi00 TAKAHASHI, K.; PORTEGIES ZWART, S. F. The Evolution of Globular Clusters in the Galaxy. **Astrophysical Journal**, v. 535, p. 759-775, October 2000.
- [214] TAPIA, M.; COSTERO, R.; ECHEVARRIA, J.; ROTH, M. Near-infrared and Stromgren photometry of the open clusters NGC 663, NGC 1502 and NGC 1893. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 253, p. 649-661, August 1991.
- [215] TADROSS, A. L.; WERNER, P.; OSMAN, A.; MARIE, M. Morphological analysis of open clusters’ propertiesII. Relationships projected onto the galactic plane. **New Astronomy**, v. 7, p. 553–575, December 2002.
- [216] TADROSS, A. L. The main parameters of 25 un-studied open star clusters. **New Astronomy**, v. 13, p. 370-374, July 2008.

- [217] TAKAHASHI, K.; PORTEGIES ZWART, S. F. The Evolution of Globular Clusters in the Galaxy. **Astrophysical Journal**, v. 535, p. 759-775, October 2000.
- [218] TAMBURRO, D.; RIX, H.-W.; WALTER, F.; BRINKS, E.; DE BLOK, W. J. G.; KENNICUTT, R. C.; MAC LOW, M.-M. Geometrically Derived Timescales for Star Formation in Spiral Galaxies. **“Astronomical Journal”**, v. 136, p. 2872-2885, December 2008.
- [219] TOKUNAGA, A. T.; THOMPSON, R. I. Analysis of obscured infrared point sources. V - S106 IR and S235 B. **Astrophysical Journal**, v. 233, p. 127-131, October 1979.
- [220] TUTUKOV, A. V. Early Stages of Dynamical Evolution of Star Cluster Models. **“Astronomy and Astrophysics”**, v. 70, p. 57, November 1978.
- [221] TWAROG, B. A.; ASHMAN, K. M.; ANTHONY-TWAROG, B. J. Some Revised Observational Constraints on the Formation and Evolution of the Galactic Disk. **“Astronomical Journal”**, v. 114, p. 2556, December 1997.
- [222] VAN DEN BERGH, S.; MCCLURE, R. D. Galactic distribution of the oldest open clusters. **“Astronomy and Astrophysics”**, v. 88, p. 360-362, August 1980.
- [223] VAN DEN BERGH, S.; MORBEY, C.; PAZDER, J. Diameters of Galactic globular clusters. **Astrophysical Journal**, v. 375, p. 594-599, July 1991.
- [224] VARRICATT, W. P.; DAVIS, C. J.; ADAMSON, A. J. Multi-epoch infrared photometric study of the star-forming region G173.58+2.45. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 359, p. 2–15, May 2005.
- [225] VAZQUEZ-SEMADENI, E. Hierarchical Structure in Nearly Pressureless Flows as a Consequence of Self-similar Statistics. **Astrophysical Journal**, v. 423, p. 681, March 1994.
- [226] VÁZQUEZ-SEMADENI, E.; BALLESTEROS-PAREDES, J.; KLESSEN, R. S. A Holistic Scenario of Turbulent Molecular Cloud Evolution and Control of the Star Formation Efficiency: First Tests. **Astrophysical Journal Letters**, v. 585, p. L131-L134, March 2003.



- [227] VÁZQUEZ, R. A.; MAY, J.; CARRARO, G.; BRONFMAN, L.; MOITINHO, A.; BAUME, G. Spiral Structure in the Outer Galactic Disk. I. The Third Galactic Quadrant. **Astrophysical Journal**, v. 672, p. 930-939, January 2008.
- [228] VESPERINI, E.; MCMILLAN, S. L. W.; PORTEGIES ZWART, S. Effects of Primordial Mass Segregation on the Dynamical Evolution of Star Clusters. **Astrophysical Journal**, v. 698, p. 615-622, June 2009.
- [229] WANG, J.-J.; TESTI, L.; FELLI, M. Infrared observations of S235 A-B complex and S233 A star forming region. **IAU Symposium**, v. 182, p. 48, 1997.
- [230] WEIDNER, C.; KROUPA, P. The maximum stellar mass, star-cluster formation and composite stellar populations. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 365, p. 1333-1347, February 2006.
- [231] WEIDNER, C.; KROUPA, P.; NÜRNBERGER, D. E. A.; STERZIK, M. F. On the infant weight loss of low- to intermediate-mass star clusters **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 376, p.1879–1885 , April 2007.
- [232] WHITWORTH, A. P.; BHATTAL, A. S.; CHAPMAN, S. J.; DISNEY, M. J.; TURNER, J. A. The Preferential Formation of High-Mass Stars in Shocked Interstellar Gas Layers **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 268, p. 291, May 1994.
- [233] WIELEN, R. Dynamics of Star Clusters: Comparison of Theory with Observations and Simulations. **IAU Symposium**, v. 69, p. 119-131, 1975.
- [234] WIELEN, R. The Age Distribution and Total Lifetimes of Galactic Clusters. **“Astronomy and Astrophysics”**, v. 13, p. 309-322, July 1971.
- [235] WILLIAMS; J. P., BLITZ, L.; MCKEE, C. F. The Structure and Evolution of Molecular Clouds: from Clumps to Cores to the IMF. **Protostars and Planets IV**, p. 97, May 2000.
- [236] WILSON, B. A.; DAME, T. M.; MASHEDER, M. R. W.; THADDEUS, P. A uniform CO survey of the molecular clouds in Orion and Monoceros. **“Astronomy and Astrophysics”**, v. 430, p. 523–539, February 2005.

- [237] WITHAM, A. R.; KNIGGE, C.; DREW, J. E.; GREIMEL, R.; STEEGHS, D.; GÄNSICKE, B. T.; GROOT, P. J.; MAMPASO, A. The IPHAS catalogue of H $\alpha$  emission-line sources in the northern Galactic plane **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 384, p. 1277-1288, March 2008.
- [238] WOUTERLOOT, J. G. A.; BRAND, J. IRAS sources beyond the solar circle. I - CO observations. “**Astronomy and Astrophysics Supplement Series**”, v. 80, p. 149-187, October 1989.
- [239] YAN, C.-H.; MINH, Y. C.; WANG, S.-Y.; SU, Y.-N.; GINSBURG, A. Star-forming Region Sh 2-233IR. I. Deep Near-infrared Observations toward the Embedded Stellar Clusters **Astrophysical Journal**, v. 720, p. 1-8, September 2010.