

**Aglomerados Binários da Pequena Nuvem de Magalhães:
um estudo fotométrico de casos**

Ariana França Clavia

Janeiro de 2016



Universidade Federal de Minas Gerais - UFMG
Instituto de Ciências Exatas - ICEx
Programa de Pós-Graduação em Física

**Aglomerados Binários da Pequena Nuvem de Magalhães:
um estudo fotométrico de casos**

Ariana França Clávia

Orientador: Prof. Dr. João Francisco C. Santos Jr.

Área de Concentração: ASTROFÍSICA

Dissertação apresentada ao departamento de Física da Universidade Federal de Minas Gerais como requisito parcial para obtenção do Título de Mestre em Física.

Janeiro de 2016

“Hear the song of hope’s first sight

Melody of changing times”

(If I had known - Radiant)

Agradecimentos

Agradeço a todos aqueles que me apoiaram e me compreenderam nesta fase complicada da minha vida. Em especial, gostaria de agradecer:

- À Deus, por permitir que eu chegasse ao final deste trabalho e por ter me ajudado a não desistir;
- À minha família, Nelma, Gleber, Jefferson e Joraci, pelo apoio e carinho;
- Ao meu orientador, João, pela transmissão de conhecimento que me guiou nos caminhos da astrofísica e pela compreensão demonstrada;
- Aos meus colegas de laboratório, pelos conselhos, companheirismo e amizade. Em especial agradeço à Tatiana, que sempre esteve presente com sua amizade; à Alana, Nathalia e Mateus, que me ajudaram com seus conhecimentos e amizade; ao Francisco, quem primeiro me ajudou a programar no início dos trabalhos (sua ajuda valeu muito). Agradeço também a todos os colegas os bons momentos de descontração na "salinha do café".
- Aos amigos e conhecidos fora da UFMG que me apoiaram. Em especial à Sabrina, que com grande amizade e paciência me ajudou em alguns momentos difíceis. Ao Eduardo, pela paciência e ajuda no presente momento de saúde. Ao Alexis, que me levou de vram por vários dias para a UFMG. E ao Campolina, pelo apoio moral.
- Aos autores das séries, filmes, livros de literatura e principalmente das músicas que me proporcionaram distração e descanso mental em vários momentos de maior estresse.
- E finalmente, à CAPES pelo apoio financeiro.

Resumo

Uma amostra de 10 aglomerados da Pequena Nuvem de Magalhães, imageados com o telescópio SOAR de 4 m usando filtros B e V , foi reduzida e analisada. A amostra contém pares de aglomerados e sistemas que aparentam estar em fusão, que é evidenciado pela suas estruturas distorcidas conforme os mapas de densidade construídos. Pelo ajuste de isócronas em seus diagramas cor-magnitude, determinamos valores de excessos de cor, idade e metalicidade. Estimamos a densidade central, o raio nuclear e o raio de maré dos aglomerados por ajuste do modelo de King aos seus perfis de densidade estelar. Distúrbios no perfil de densidade são interpretados como evidência de interação ou originados no processo de formação do aglomerado. Outras evidências de interação são a distância entre os componentes do par e a diferença de idade entre eles. Nossa análise indicou que os pares IC 1612/H 86-186, com idades de 102 e 41 Manos respectivamente, e IC 1641/NGC 422, com idades de 126 e 708 Manos respectivamente, podem ser binários físicos devido à proximidade de seus constituintes e estruturas salientadas no mapa de densidade. No caso dos pares K 50/BS 123, cujas idades são 16 e 25 Manos respectivamente, e NGC 376/BS 114, com idades de 18 e 398 Manos respectivamente, não há evidências de interação nestes mapas. Entretanto K 50 e NGC 376 possuem perfis de densidade com desvios do modelo de King, sugerindo que podem ser sistemas em processo de fusão ou em dissolução após a perda do gás associado a suas fases iniciais de evolução. IC 1611 que é um candidato a fusão não apresentou características que corroborarem essa hipótese. Como controle dos resultados de análise da amostra utilizamos os mesmos métodos de análise usados nos outros aglomerados em BS 196, cujos resultados concordaram com os da literatura.

Palavras-chave: aglomerados de estrelas, populações estelares, Pequena Nuvem de Magalhães, fotometria

Abstract

A sample of 10 star clusters of the Small Magellanic Cloud, observed with the 4 m SOAR telescope using B and V filters, was reduced and analyzed. The sample contains pairs of clusters and systems that appear to be mergers, that is evidenced by their distorted structures revealed by the built density maps. By fitting isochrones on their color-magnitude diagram, we determined reddening, age and metallicity. We estimated the cluster's central density, core radius and tidal radius by fitting King models over their stellar density profile. Disturbances of the density profile are interpreted as evidence of interaction or originated in the process of the formation cluster. Other evidences of interaction are the distance between the components of the pair and the difference of age between them. Our analysis indicated that the pairs IC 1612/H 86-186, with ages 102 e 41 Myears respectively and IC 1641/NGC 422, with ages 126 e 708 Myears respectively, can be physical binary due to their closeness and the structures highlighted in the density map. In the case of pairs K 50/BS 123, which ages are 16 e 25 Myears respectively, and NGC 376/BS 114, with ages 18 e 398 Myears respectively, there are no evidence of interaction in the density maps. However, K 50 and NGC 376 present density profile with desviations from King model, suggesting that they can be systems in process of merging or in dissolution after the gas loss associated with their initial phase of evolution. IC 1611 is a candidate to be merger but he didn't present characteristics that support this hypothesis. As a control sample analysis results we use the same methods of analysis in BS196, the results agreed with the literature.

Keywords: star clusters, stellar populations, Small Magellanic Cloud, photometry

Sumário

Resumo	I
Abstract	II
Lista de Figuras	VIII
Lista de Tabelas	IX
1 Introdução	1
1.1 A Pequena Nuvem de Magalhães	1
1.2 Aglomerados Estelares	3
1.2.1 Aglomerados estelares da PNM	5
1.3 Os aglomerados binários e a PNM	6
1.4 Objetivos	8
2 Apresentação e Redução dos Dados	10
2.1 Observações	10
2.2 Pré-Redução dos Dados	15
2.2.1 Correção dos cabeçalhos das imagens	16
2.2.2 Processamento dos <i>frames</i> de <i>bias</i> e <i>flat-field</i>	17
2.2.3 Somando as imagens	22
2.3 Fotometria das Imagens	25
2.3.1 Cálculo da Magnitude Instrumental e Calibração ao Sistema Padrão	33
3 Metodologia	39
3.1 Determinação do centro	40

3.2	Descontaminação de estrelas de campo e pertinência fotométrica	42
3.3	Determinação dos parâmetros astrofísicos via ajuste de isócronas	45
3.4	Estrutura dos aglomerados	50
3.4.1	Mapas de Densidade em 2D	50
3.4.2	Perfil de Densidade Radial (RDP)	51
3.4.3	Ajuste do Modelo de King	52
4	Análise e Resultados	55
4.1	Determinação do centro dos aglomerados	55
4.2	Determinação de idade, metalicidade e excesso de cor	65
4.2.1	Descontaminação fotométrica do CMD	65
4.2.2	Ajuste das isócronas	66
	K 50	70
	NGC 376	72
	IC 1641 e NGC 422	73
	IC 1611	76
	IC 1612 e H 86-186	79
4.2.3	Binárias não resolvidas	81
4.3	Mapas de densidade e perfil de densidade radial	83
4.3.1	K 50	84
4.3.2	NGC 376	86
4.3.3	IC 1611	88
4.3.4	IC 1612 e H 86-186	91
4.3.5	IC 1641 e NGC 422	94
4.4	Objetos adicionais encontrados nas imagens	100
4.4.1	BS 114	101
4.4.2	BS 123	103
4.5	Resultados	105
4.6	Contextualização	106
5	Discussão	109
6	Conclusão	114

A Apêndice	116
A.1 Determinação da magnitude instrumental	116
A.1.1 Script usado na determinação da magnitude instrumental	116
A.1.2 Conteúdo do arquivo filenames_in.txt	117
A.2 Parâmetros usados nas tarefas do IRAF	118
Referências Bibliográficas	120

Lista de Figuras

1.1	As Nuvens de Magalhães e a Via Láctea	2
1.2	Via Láctea, Corrente e Ponte Magalhânicas	2
1.3	Aglomerado aberto e globular	4
1.4	30 Dor e NGC 1868	5
1.5	Lindsay 11 e NGC 121	5
1.6	Distribuição de aglomerados por idade na PNM	6
2.1	Distribuição projetada dos aglomerados estelares na PNM	11
2.2	Amostra de aglomerados 1	13
2.3	Amostra de aglomerados 2	14
2.4	Imagens de um dos frames de bias	17
2.5	Imagens de um dos frames de flat-fields	18
2.6	Imagens do frame de bias combinado	20
2.7	Imagens do frame de flat-fields combinado	21
2.8	Imagem de ciências com pixels ruins	23
2.9	Imagem somada com correção de pixels ruins	25
2.10	Organograma da pré-redução dos dados	26
2.11	Comparação da imagem pré-reduzida e a sintética	31
2.12	Erros fotométricos no filtro V	36
2.13	Erros fotométricos na cor (B-V)	37
3.1	Representação de uma função gaussiana	41
3.2	Ajuste gaussiano do centro de BS 196	42
3.3	Região do aglomerado BS 196	44
3.4	Limite de completeza no campo de BS 196	44

3.5	Descontaminação e pertinência das estrelas de BS 196	46
3.6	Ajuste de isócronas no CMD de BS196	48
3.7	Melhor isócrona ajustada e posição das binárias de mesma massa não resolvidas	49
3.8	Mapa de densidade do aglomerado BS 196	50
3.9	RPD combinado do aglomerado BS 196	51
3.10	RPD para determinação do nível do céu	52
3.11	Ajuste do modelo de King para ao aglomerado BS196	53
4.1	Limite de completeza no campo	56
4.2	Ajuste gaussiano do centro dos aglomerados	60
4.3	Região dos aglomerados nas imagens	63
4.4	Descontaminação e pertinência das estrelas nos aglomerados	67
4.5	Ajuste de isócronas no CMD de K50	71
4.6	Ajuste de isócronas no CMD de NGC376	72
4.7	Ajuste de isócronas no CMD de IC1641	74
4.8	Ajuste de isócronas no CMD de NGC422	75
4.9	Superposição da melhor isócrona de IC1641 e NGC422	76
4.10	Ajuste de isócronas no CMD de IC1611	78
4.11	Ajuste de isócronas no CMD de IC1612	79
4.12	Ajuste de isócronas no CMD de H86-186	80
4.13	Melhor isócrona ajustada e posição das binárias de mesma massa não resolvidas	82
4.14	Mapa de densidade do aglomerado K50	84
4.15	Ajuste do modelo de King para o aglomerado K 50	85
4.16	Mapa de densidade do aglomerado NGC376	86
4.17	Ajuste do modelo de King para ao aglomerado NGC376	87
4.18	Representação do raio de maré do aglomerado NGC376	88
4.19	Mapa de densidade do aglomerado IC1611	89
4.20	Ajuste do modelo de King para ao aglomerado IC1611	90
4.21	Mapa de densidade dos aglomerados H86-186 e IC1612	91
4.22	Ajuste do modelo de King para ao aglomerado IC1612	92
4.23	Ajuste do modelo de King para ao aglomerado H86-186	93
4.24	Representação do raio de maré do aglomerado H86-186 e IC1612	94

4.25	Mapa de densidade dos aglomerados IC1641 e NGC422	95
4.26	Ajuste do modelo de King para ao aglomerado IC1641	96
4.27	Ajuste do modelo de King para a metade do aglomerado IC1641	97
4.28	Ajuste do modelo de King para ao aglomerado NGC422	98
4.29	Ajuste do modelo de King para a metade do aglomerado NGC422	99
4.30	Representação do raio de maré do aglomerado NGC422 e IC1641	100
4.31	Região e mapa de densidade para o aglomerado BS114	101
4.32	CMD e ajuste de isócrona para BS114	102
4.33	Representação do raio de maré do aglomerado BS123	103
4.34	CMD e ajuste de isócrona para BS123	104
4.35	Raio limite versus idade dos aglomerados	106
4.36	Metalicidade versus idade dos aglomerados	107
4.37	Raio nuclear versus idade dos aglomerados	108
A.1	Parâmetros usados na tarefa ZEROCOMBINE	118
A.2	Parâmetros editados na tarefa CCDPROC antes da execução	119
A.3	Parâmetros usados na tarefa FLATCOMBINE	119

Lista de Tabelas

2.1	Coordenadas dos aglomerados da amostra	12
2.2	Registro de observação dos aglomerados	15
2.3	Estatística do arquivo Flat em V e Zero	24
2.4	Dados das imagens úteis no Starfinder	28
2.5	Resultados da fotometria com o Starfinder	30
2.6	Coefficientes e RMS das equações de transformação	35
4.1	Limite de completeza fotométrica	56
4.2	Parâmetros do ajuste gaussiano dos aglomerados	62
4.3	Resultado da descontaminação	66
4.4	Excesso de cor	69
4.5	Dados da literatura para os objetos adicionais da amostra	101
4.6	Resultados do ajuste de isócronas	105
4.7	Resultados do ajuste do perfil de King	105
4.8	Resultados da classificação da morfologia dos aglomerados	105

Capítulo 1

Introdução

1.1 A Pequena Nuvem de Magalhães

A Pequena Nuvem de Magalhães (PNM) é uma galáxia irregular cuja distância a nós é de ≈ 60 kpc (Westerlund 1997). Ela pertence a um sistema constituído pela Grande Nuvem de Magalhães (GNM), a ≈ 50 kpc (van der Marel et al. 2009), e pela Via Láctea. A PNM possui massa total visível de $3,9 \times 10^9 M_{\odot}$ (Harris & Zaritsky 2006), magnitude integrada $M_V = -16,2$ (Binney & Merrifield 1998), e metalicidade para estrelas recentes O e B é $[Fe/H] = -0,59 \pm 0,06$ (Howk et al. 2012). Existe entre a PNM e GNM uma ponte de gás HI devido a interação de maré entre ambas.

As Nuvens de Magalhães são galáxias próximas da Via Láctea, e as três podem ser vistas no céu da figura 1.1 e se localizam em alta latitude Galáctica (a PNM em $b \approx -44^\circ$ e a GNM em $b \approx -33^\circ$), o que facilita a observação fotométrica e espectroscópica de muitas de suas estrelas. Dessa forma, é possível estudar a população de seus aglomerados estelares incluindo estrelas de massas menores que a massa solar. A partir dessas observações, é possível testar teorias de evolução estelar e comparar com os estudos de aglomerados na Galáxia. Além



Figura 1.1: Céu sobre o Observatório de Cerro Tololo, Chile. A mancha de estrelas na parte superior a esquerda é a PNM e abaixo é a GNM. A faixa de estrelas a direita é a Via Láctea, nossa galáxia. Créditos: Roger Smith/NOAO/AURA.

disso, a caracterização dos aglomerados das Nuvens permite determinar propriedades de sua evolução e estrutura, bem como da galáxia a que pertencem.

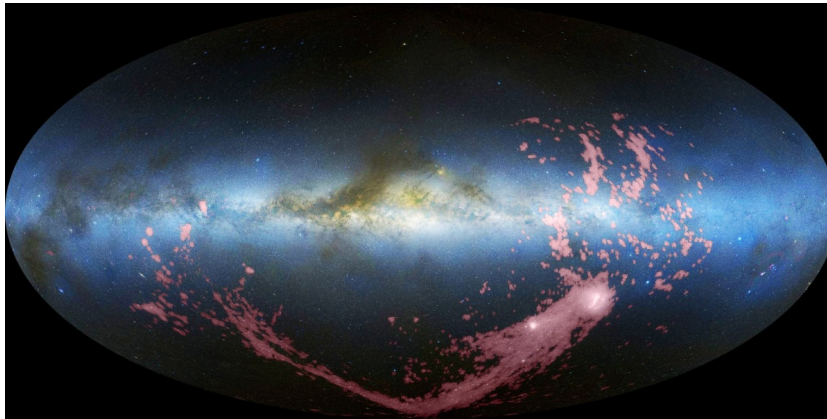


Figura 1.2: Imagem no óptico no campo de visão de $360^\circ \times 180^\circ$ da Via Láctea e projeção no comprimento de onda de rádio da estrutura de gás HI derivada das Nuvens de Magalhães formando a Corrente e Ponte Magalhânicas (em cor rosa). (Mellinger 2009; Nidever et al. 2010)

A PNM e a GNM interagem entre si e com a Via Láctea resultando na perda de gás HI, e tal perda formou a Corrente e a Ponte Magalhânicas (figura 1.2). Esta última inclui estrelas jovens e gás ionizado (Skowron et al. 2014) e provavelmente surgiu do encontro próximo com a GNM há cerca de $0,2 G_{\text{anos}}$ atrás, segundo simulações de N-corpos feitas por Gardiner & Noguchi (1996). A Corrente Magalhânica segue as Nuvens em sua órbita ao redor da Galáxia (Mathewson et al. 1974) e resulta do último encontro próximo das 3

galáxias há 1,5 Ganos atrás (Gardiner & Noguchi 1996) devido à interação entre as Nuvens e a Galáxia por *ram pressure stripping* (Moore & Davis 1994; Hammer et al. 2015), que é o efeito que ocorre quando as Nuvens passam através do gás do halo da Galáxia. O gás pode ser denso o suficiente para superar o potencial gravitacional interno das Nuvens removendo destas parte de seu gás. Como as Nuvens de Magalhães estão periodicamente interagindo, e ambas interagem com a Galáxia, encontros próximos levam a um aumento da formação de estrelas (Glatt et al. 2010). Embora haja a possibilidade de que as Nuvens de Magalhães não estejam ligadas gravitacionalmente a Galáxia, sendo que esta pode ser a primeira passagem delas pela Galáxia (Kallivayalil et al. 2006).

1.2 Aglomerados Estelares

Aglomerados estelares são um conjunto de estrelas unidas gravitacionalmente, as quais se formaram de uma mesma nuvem molecular aproximadamente na mesma época, o que faz com que seus membros possuam mesma idade, mesma composição química e semelhantes distâncias a nós. Tais aspectos permitem que os aglomerados sejam usados como teste para a teoria de evolução estelar e dinâmica.

Atualmente, é aceito que estrelas não se formam isoladas. 70 a 90% das estrelas formadas numa galáxia devem ter sido formadas em aglomerações (Lada & Lada 2003). A formação estelar resulta da fragmentação de nuvens moleculares, e isso leva à formação de um aglomerado estelar ou uma associação. Com o tempo, o aglomerado formado pode se dissolver pela interação com as nuvens moleculares do meio, pela própria ejeção do gás a partir do qual se formou, ou ser destruído devido a efeitos de maré do campo gravitacional da galáxia hospedeira, fazendo com que as estrelas se tornem parte da população do campo estelar. Tal cenário nos mostra que aglomerados estelares são os blocos básicos da construção de galáxias, e podem mostrar traços da formação e história química de suas galáxias hospedeiras (de Grijs 2010).

Apesar das estrelas de um mesmo aglomerado possuírem aproximadamente a mesma idade, existem estrelas que estão em diferentes estágios evolutivos. Isto se deve ao fato de que é a massa o principal parâmetro que determina a evolução de uma estrela, sua metalicidade também é importante na forma como a estrela evolui. Estrelas com maiores massas evoluem mais rapidamente e atingem antes estágios mais avançados da evolução, enquanto estrelas



Figura 1.3: Exemplo de um aglomerado aberto, M45, com idade de xxxx (créditos: F. Espenak, 2011) e de um aglomerado globular, Omega Centauri, com idade de xxxxxx (créditos: Joaquin Polleri & Ezequiel Etcheverry).

de baixa massa permanecem em estágios menos avançados de evolução por mais tempo.

Os aglomerados estelares na Galáxia possuem características marcantes que permitiram que fossem divididos em dois tipos: os aglomerados abertos e os aglomerados globulares. Os aglomerados abertos são caracterizados pela pouca quantidade de estrelas (10 a 10^3) distribuídas de forma irregular, apresentando idades que variam até aproximadamente 10 Ganos (29% dos aglomerados do catálogo de Dias et al. (2002), do total de 2011 aglomerados, apresentam idades menores que 100 Manos), e localizam-se próximos ao disco Galáctico, o que permite que se formem com metalicidade maior. Já os aglomerados globulares, possuem uma grande quantidade de estrelas (10^3 a 10^6) numa distribuição esferoidal, apresentam idades maiores do que 10 Ganos, e localizam-se desde o bojo Galáctico até a região mais externa do halo Galáctico. Na figura 1.3, estão mostrados exemplos dos dois tipos de aglomerados da Galáxia.

Atualmente, essa divisão clara entre aglomerados abertos e globulares tem sido discutida na medida que aglomerados abertos velhos, e.g. NGC 6791 com 10 Ganos (Salaris et al. 2004), e aglomerados globulares jovens foram descobertos na Galáxia. Um exemplo de aglomerado globular jovem é Terzan 7, com 8 Ganos (Dotter et al. 2010), embora a sua origem seja provavelmente externa à Via Láctea, na galáxia anã esferoidal de Sagitarius (Tautvaišiene et al. 2004). Além disso, múltiplas populações em aglomerados globulares foram encontradas, o que evidencia que esses objetos não constituem populações estelares simples (Piotto 2009). Na PNM também foi observadas múltiplas populações para o aglomerado NGC 419 (Glatt et al. 2008b; Rubele et al. 2010).



Figura 1.4: A esquerda, o aglomerado jovem em formato globular 30 Doradus (HST UVR NASA/ESA, $2' \times 2'$), com idade $t \sim 3$ Manos, ainda está embebido em sua nuvem molecular de formação. A direita, o aglomerado de formato globular de idade intermediária NGC 1868 (SERC J, $5' \times 5'$) com idade $t \sim 800$ Manos.

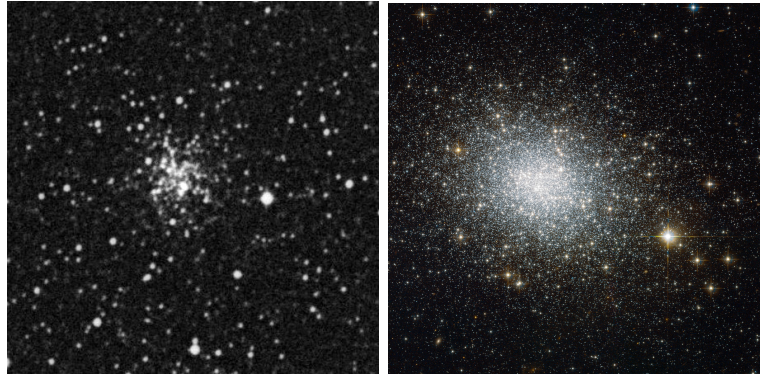


Figura 1.5: A esquerda, o aglomerado de formato irregular Lindsay 11 (SERC J, $5' \times 5'$) com idade intermediária de $t \sim 3,5$ Ganos. A direita, o único aglomerado velho da PNM, NGC 121 (HST VI NASA/ESA, $2,5' \times 2,5'$) com idade de cerca de 10 Ganos.

1.2.1 Aglomerados estelares da PNM

Os aglomerados estelares das Nuvens de Magalhães não possuem divisão de tipos de aglomerados como na Galáxia. Seus aglomerados contêm entre 10^2 e 10^5 estrelas e possuem idades e metalicidades diversas, sendo que é a massa ou o número de estrelas que determina as suas formas. Existem aglomerados jovens com morfologia globular (e.g. 30 Dor) e aglomerados de idade intermediária (entre 10^8 e 10^9 anos) apresentando tanto morfologia esférica (e.g. NGC 1868) quanto irregular (e.g. L11). O único aglomerado velho conhecido na PNM é NGC 121 ($\approx 10^{10}$ anos), um aglomerado populoso e com alta elipticidade (e.g. Glatt et al. 2008a). Nas figuras 1.4 e 1.5 temos as imagens dos aglomerados citados.

A formação de aglomerados estelares na PNM parece ter ocorrido de forma contínua nos últimos 10,5 Ganos, porém com alguns períodos de maior atividade. Possivelmente este comportamento é devido à interação gravitacional com a Galáxia e a GNM (Glatt et al.

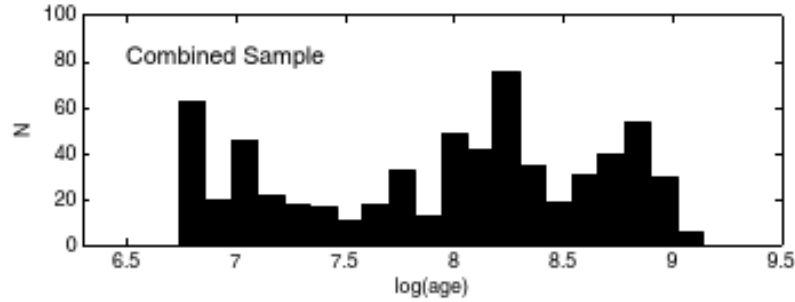


Figura 1.6: Distribuição de aglomerados por idade na PNM (Glatt et al. 2010). Constite numa amostra de 324 aglomerados por Glatt et al. (2010), combinado com uma amostra de 821 aglomerados do estudo de Chiosi et al. (2006). Os dois últimos picos, em 160 Manos e 630 Manos.

2010). Na figura 1.6, está uma combinação de duas amostras de aglomerados onde podemos ver os dois últimos picos de aglomerados em idade de 160 Manos e 630 Manos. Ambos podem ter relação com a interação entre as 3 galáxias sendo que o pico em 160 Manos pode ter relação com a formação da Ponte Magalhânica há ~ 200 Manos.

1.3 Os aglomerados binários e a PNM

Aglomerados estelares são objetos comuns nas Nuvens de Magalhães, e os aglomerados binários (ligados gravitacionalmente) parecem ocorrer em maior número nestas galáxias (Hatzidimitriou & Bhatia 1990; Bhatia & Hatzidimitriou 1988; de Oliveira et al. 2000b). Isto parece ser devido ao meio de baixa densidade, o qual produz um campo de maré fraco permitindo a sobrevivência de aglomerados por mais tempo. Num campo de maré forte, produzido por um meio de densidade alta, os aglomerados binários formados desacoplarão suas componentes durante a órbita ao redor da galáxia hospedeira (Innanen et al. 1972).

Evidências de aglomerados binários e em fusão tem sido reportado em ambas as Nuvens, as quais são ricas em pares e multipletos (Bica et al. 2008a; Carvalho et al. 2008). Bica et al. (2008a) realizou um senso de objetos estendidos nas Nuvens de Magalhães: dos 600 aglomerados da PNM no mínimo 20% estão em agrupamentos múltiplos (incluindo pares). Essa fração é maior do que na GNM ($\approx 8\%$), o que seria esperado em relação ao campo de maré destas galáxias. Contudo, na vizinhança solar, no mínimo 12% de todos os aglomerados abertos, obtidos dos dados do WEBDA e NCOVOCC, são possivelmente binários (de La Fuente Marcos & de La Fuente Marcos 2009), o que torna discutível o papel do ambiente

nesta questão.

Boutloukos & Lamers (2003) estudaram a evolução e destruição dos aglomerados isolados na PNM, baseado na distribuição de massa e idade de uma amostra de aglomerados da PNM, e obtiveram que o tempo de destruição é de 8 Ganos para aglomerados de massa inicial igual a $10^4 M_{\odot}$, considerando-se uma taxa de formação de aglomerados constante. Tal escala de tempo de sobrevivência é longa o suficiente para permitir a existência de pares físicos na PNM.

No contexto da formação e evolução de um aglomerado estelar, há um crescimento de evidências observacionais da existência de complexos nos quais regiões de formação estelar dentro de nuvens moleculares são caracterizadas pelo arranjo hierárquico de sistemas estelares. Bonnell et al. (2003) realizaram simulações hidrodinâmicas da formação de aglomerados de $1000 M_{\odot}$ numa nuvem molecular turbulenta de 1 pc de diâmetro. Suas simulações, que evoluem por $\approx 4,6 \times 10^5$ anos, mostraram que a formação estelar ocorre simultaneamente em diferentes lugares na nuvem e as estrelas formadas caem num mínimo do potencial local se agrupando em sub-aglomerados em cerca de $2,7 \times 10^5$ anos. Posteriormente, os sub-aglomerados se fundem produzindo um único aglomerado concentrado. Estas simulações ilustram um cenário de formação estelar que poderia levar à produção de aglomerados binários e fusões.

O cenário hierárquico de formação estelar explica a existência de aglomerados jovens coevos, que são aglomerados que nasceram na mesma época, em pares físicos. Sua sobrevivência como par se tornando um aglomerado binário mais velho depende das massas iniciais, separação e parâmetros orbitais, com eventual fusão do par. Pares não coevos poderiam ser explicados por um processo de captura gravitacional ou por um evento de formação estelar sequencial.

Innanen et al. (1972) estudaram teoricamente a dinâmica de aglomerados globulares binários e verificaram que a existência de binaridade é criticamente dependente da separação entre os dois componentes, pois um par mais próximo irá romper a si mesmo pela mutua atração de maré, e pares bem separados tendem a se separar ainda mais devido à força de maré externa da galáxia hospedeira.

No estudo de de Oliveira et al. (2000b), uma amostra de 75 pares e múltiplos da PNM, que equivale a 25% dos aglomerados da PNM, foi analisada e concluíram que 55% dos

pares e múltiplos possuem idades similares entre seus membros indicando que são coevos. Sugerindo que maioria dos múltiplos e pares tem uma origem comum e possivelmente se formaram no mesmo complexo molecular. A distribuição espacial dos pares e múltiplos mostra que a maioria dos objetos estão localizados no corpo principal da PNM, e assim a multiplicidade pode ter um papel importante na evolução dinâmica inicial dos aglomerados em geral.

Eventualmente os aglomerados binários podem fundir-se em um único objeto (Innanen et al. 1972). Estudos dos estágios de encontro entre aglomerados por simulação de N-corpos mostraram que um encontro orbital próximo de um par de aglomerados pode levar a uma fusão dos componentes, levando a um aglomerado com uma estrutura distinta das estruturas do par original (de Oliveira et al. 2000a), como por exemplo, um halo bem estendido.

1.4 Objetivos

O estudo dos aglomerados de estrelas em geral não só é útil para testar as teorias de evolução estelar, mas também pode ser utilizada para traçar o passado da formação da galáxia hospedeira e entender a sua população estelar.

Através da determinação dos parâmetros físicos (metalicidade e idade) utilizando isócronas e parâmetros estruturais conforme ajuste do modelo de King (densidade estelar central, raio nuclear e raio de maré) de uma amostra de aglomerados da PNM. A amostra possui 8 aglomerados com distância entre seus componentes < 20 pc e um candidato a fusão isolado, que aparenta ter se fundido o que é evidenciado pela sua estrutura. Essa amostra em particular foi selecionada devido à sua diversidade de características como a idade e localização na galáxia. Pretendemos inferir sobre a binaridade física ou visual dos pares e sistemas possivelmente resultantes de fusão. Para isso, adotamos um módulo de distância fixo para a PNM em $(m - M)_0 = 18,9$ (Westerlund 1997) e estimamos o avermelhamento na direção de cada aglomerado. Usamos mapas de densidade para identificar estruturas que pudessem revelar interação entre os componentes dos pares. Nosso objetivo é determinar se nossa amostra de aglomerados, que contém candidatos a aglomerados binários e aglomerados isolados, é constituída de sistemas físicos (gravitacionalmente ligados) ou de aglomerados apenas visualmente próximos na linha de visada. Os aglomerados isolados da amostra são candidatos a fusão de dois ou mais aglomerados, o que pretendemos identificar.

Como objeto de controle do nosso estudo, o aglomerado BS 196 foi caracterizado utilizando os mesmos métodos que para os demais objetos, e os resultados obtidos foram comparados com aqueles existentes na literatura.

Capítulo 2

Apresentação e Redução dos Dados

Antes de analisar as imagens dos alvos da PNM, primeiramente é necessário realizar a redução dos dados. Esse procedimento é explicado no decorrer deste capítulo.

2.1 Observações

Para observar os 10 aglomerados de nossa amostra, candidatos a aglomerados binários e candidatos a frutos de fusão, foi utilizado o imageador óptico SOI¹, em modo de serviço, montado no telescópio SOAR² de 4,1 m, localizado em *Cerro Pachón*, Chile. As coordenadas dos aglomerados estão na tabela 2.1, e a distribuição deles está mostrada na figura 2.1.

¹SOAR Optical Imager

²*Southern Astrophysical Research Telescope*

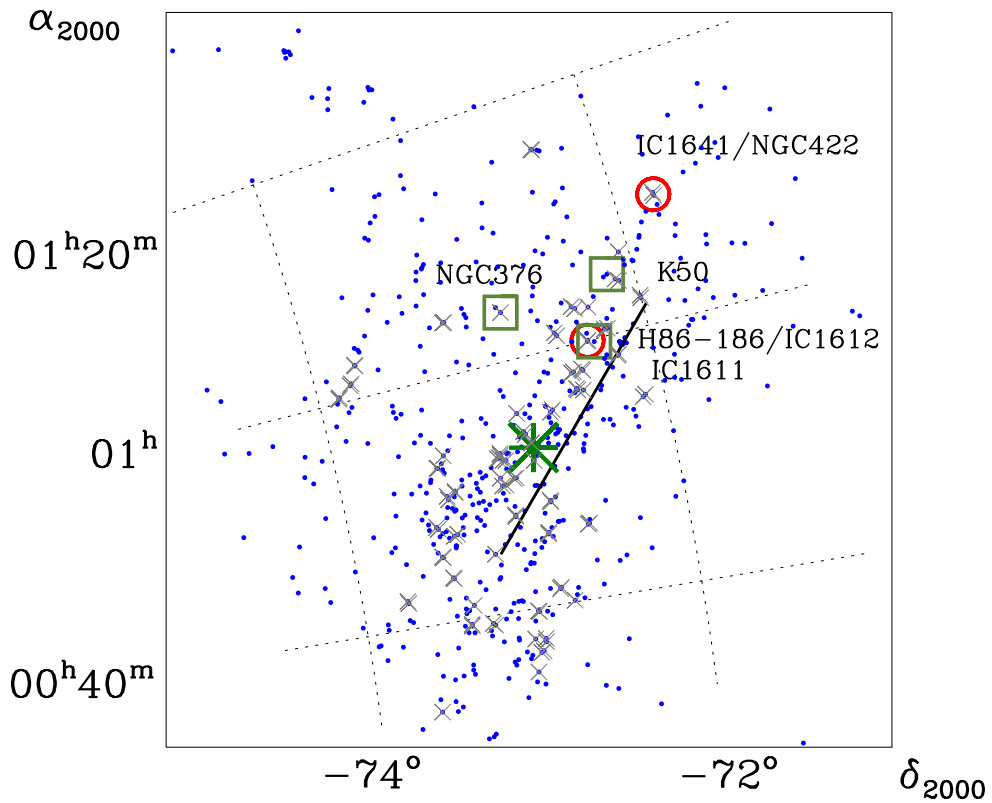


Figura 2.1: Distribuição projetada dos aglomerados estelares na PNM. A barra, em $100 \mu\text{m}$, e o centro óptico da PNM estão representados, respectivamente, pela linha reta e marca em asterisco. Nossa amostra de candidatos a binários (círculos) e de candidatos a frutos de fusão (quadrados) estão indicados. Também estão mostrados os outros candidatos a binários (cruzes) e os aglomerados estelares (pontos) do catálogo de Bica et al. (2008a). A posição do aglomerado BS 196 não está na figura devido à sua localização ser distante da barra e além do tamanho da figura. BS 114 e BS 123 serão explicados na seção 4.4.

Tabela 2.1: Coordenadas dos aglomerados de nossa amostra

Names	α_{2000} (h:m:s)	δ_{2000} (°:':")	Candidate
IC 1611 (K 40, L 61, ESO29SC27, SOGLE118)	00:59:48.0	-72:20:02	fusion
H 86-186 (SOGLE119)	00:59:57.0	-72:22:24	binary
IC 1612 (K 41, L 62, ESO29SC28, SOGLE120)	01:00:01.0	-72:22:08	
NGC 376 (K 49, L 72, ESO29SC29, SOGLE139)	01:03:53.0	-72:49:34	fusion
BS 114 (SOGLE 235) ^b	01:03:59.0	-72:48:18	binary
K 50 (L 74, ESO51SC15, SOGLE142)	01:04:36.0	-72:09:38	fusion
BS 123 ^b	01:04:28.0	-72:11:06	binary
NGC 422 (K 62, L 87, ESO51SC22)	01:09:25.0	-71:46:00	binary
IC 1641 (HW 62, ESO51SC21)	01:09:39.0	-71:46:07	
BS 196	01:48:02.0	-70:00:15	control

Notas:

^a Coordenadas obtidas do catálogo de Bica et al. (2008a).

^b Coordenadas do catálogo de Bica & Schmitt (1995).

^c Catálogos e seus nomes: [K] Kron (1956), [L] Lindsay (1958), [HW] Hodge & Wright (1974), [NGC] (*New General Catalog*) Dreyer (1888), [H86] Hodge (1986), [SMC OGLE] Pietrzynski (1998), [BS] Bica & Schmitt (1995), ESO (*European Southern Obs.*) e IC (*Index Catalogue*).

As imagens obtidas dos objetos estão nas figuras 2.2 e 2.3. Os círculos delimitam o limite dos aglomerados que foi obtido do ajuste gaussiano no processo explicado na seção 3.1.

Os detectores utilizados na coleta de dados são os CCDs, que são semicondutores sensíveis a fótons incidentes em sua superfície. Ao detectar os fótons, é gerada uma corrente elétrica proporcional ao número de fótons detectados. Porém, é definida uma característica chamada **Eficiência Quântica** (QE) que quantifica a fração de fótons incidentes que são detectados, pois nem todos eles são detectados no CCD, e isto varia com o comprimento de onda da luz.

O número de contagens (ADU), *Analog-to-Digital Unit*, necessário para produzir um elétron pelo conversor A/D é chamado de **ganho**. Após cada exposição, o CCD é lido para determinação do valor do sinal em cada pixel. E, como uma consequência inerente à leitura do CCD e devido à resposta de cada pixel, um ruído eletrônico é introduzido ao sinal dos mesmos, chamado *ruído de leitura* (dado em número de e^-). Outras características do dispositivo que exercem influência direta sobre os dados coletados durante as exposições são o número de pixels, o tamanho do pixel e a escala do CCD.

As nossas imagens foram obtidas com os filtros Bessel *BV* em 11 de novembro de 2007, com o mini-mosaico de dois CCDs E2V, cada um com dois amplificadores com tamanho de 2x4k pixels de $15(\mu\text{m})^2$. Os CCDs foram binados em 2x2 pixels, cobrindo um campo de $5,2' \times 5,2'$ e produzindo uma escala de $0,154''/\text{pixel}$. O modo de leitura foi selecionado

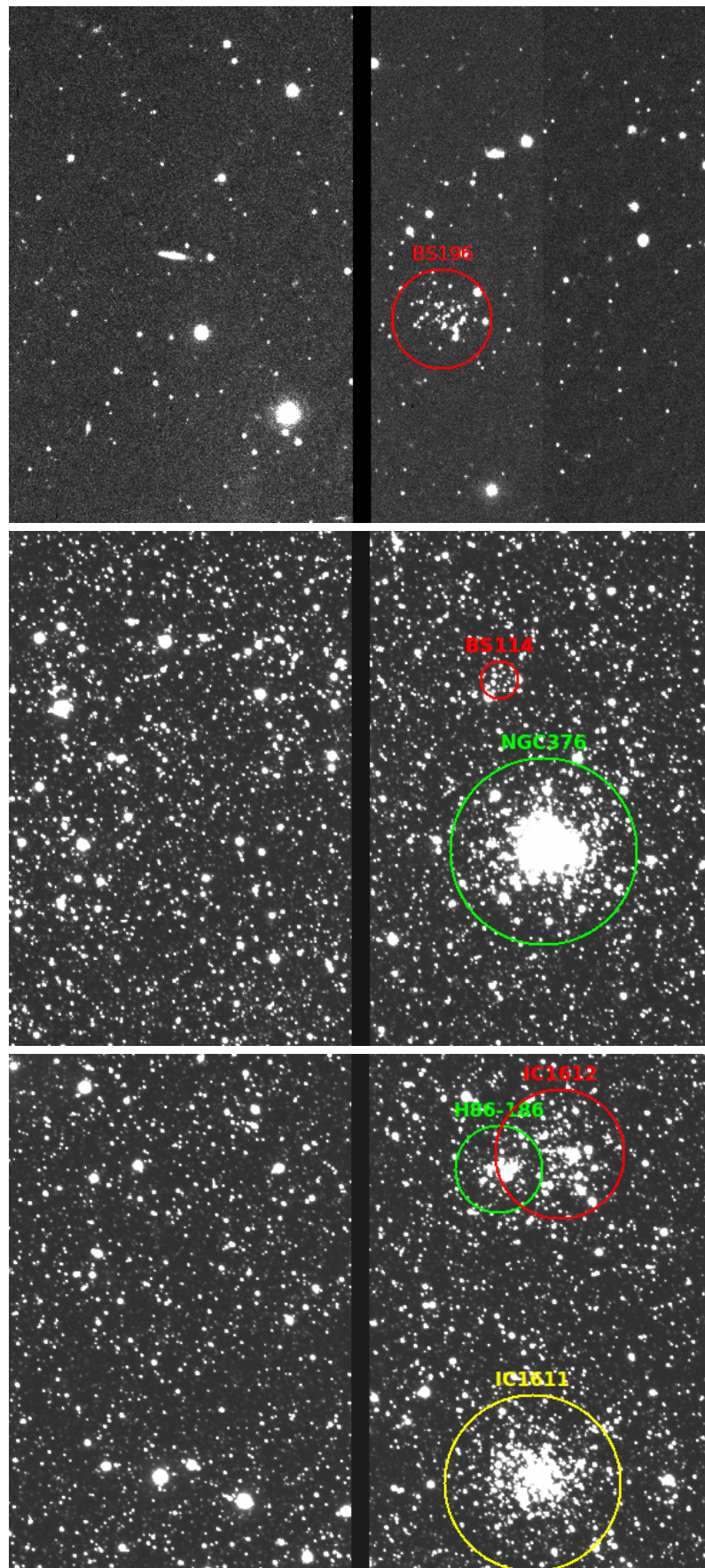


Figura 2.2: Na imagem do topo, o aglomerado BS 196; no centro, os aglomerados NGC 376 e BS 114; abaixo, os aglomerados IC 1612, H 86-186 e IC 1611. A faixa escura na região central de cada imagem é devido ao espaço de separação dos 2 CCD's utilizados no imageador SOI.

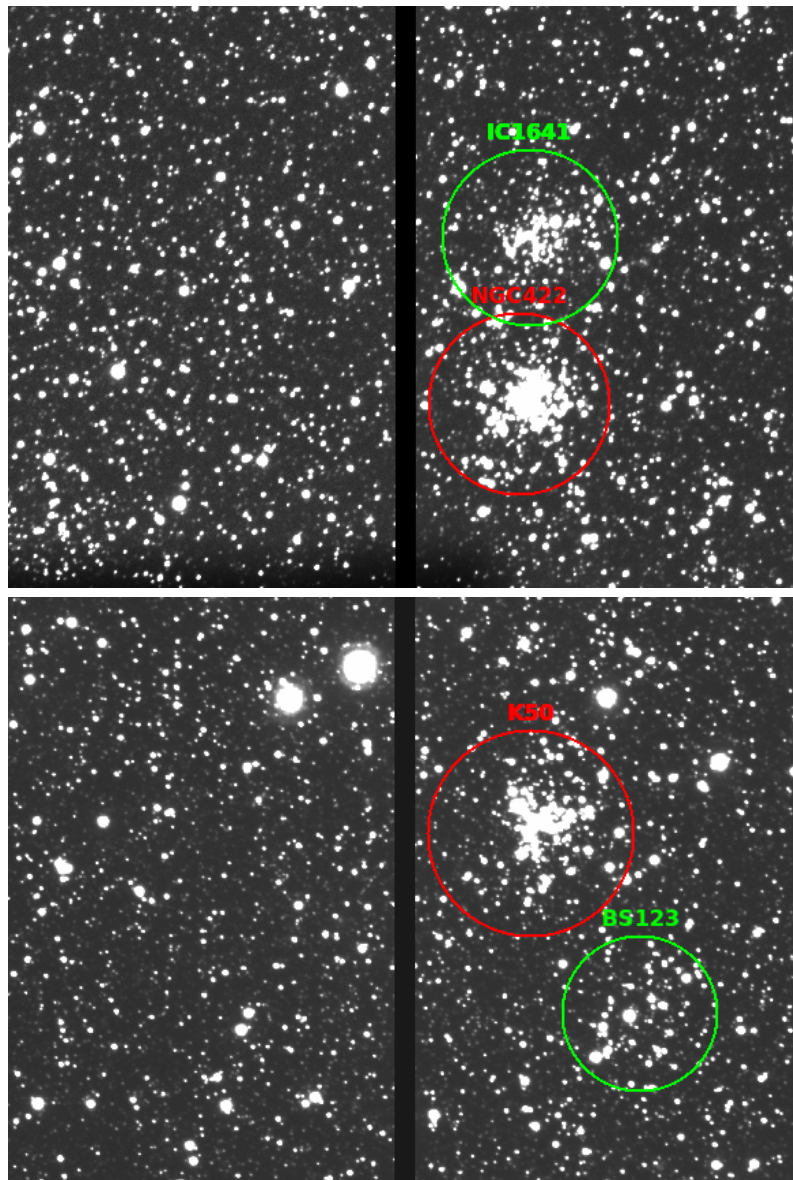


Figura 2.3: Na imagem do topo, os aglomerados IC1641 e NGC 422, e na imagem de baixo, os aglomerados K 50 e BS 123. A faixa escura na região central de cada imagem é devido ao espaço de separação dos 2 CCD's utilizados no imageador SOI.

como *modo rápido* gerando um ruído de leitura de $4,1 e^-$, ganho de $1,9 e^-/ADU$ e valor de saturação de 55000 ADU.

Foram obtidas duas imagens em cada filtro com tempo único de exposição de 480 s em *B* e 195 s em *V*, e também duas exposições curtas de 30 s em *B* e *V*. O telescópio foi apontado para o alvo de forma a centralizar os objetos em um dos CCDs, evitando o intervalo (*gap*) de $7,8''$ entre eles. Os campos de padrões foram NGC 121³ (Stetson 2000) e TPhe (estrelas A, C e D) (Landolt 1992). Para o primeiro, 28 estrelas foram observadas duas vezes em diferentes massas de ar em cada noite. O outro campo foi observado apenas uma vez.

O registro de observação está na tabela 2.2, onde as massas de ar são o valor médio entre duas exposições e o valor do *seeing* é a média da *FWHM* de cerca de 10 estrelas em diferentes regiões das imagens.

Tabela 2.2: Registro de observação dos aglomerados

Região	Filtro	Seeing($''$)	Massa de ar	Exposição (s)
BS 196	<i>B</i>	0,93	1,31	2x 480 + 2x 30
	<i>V</i>	0,86	1,31	2x 196 + 2x 30
H 86-186, IC 1612, IC 1611	<i>B</i>	0,94	1,40	2x 480 + 2x 30
	<i>V</i>	0,93	1,39	2x 196 + 2x 30
K 50/ BS 123	<i>B</i>	1,07	1,52	2x 480 + 2x 30
	<i>V</i>	0,90	1,50	2x 196 + 2x 30
IC 1641, NGC 422	<i>B</i>	1,09	1,57	2x 480 + 2x 30
	<i>V</i>	0,94	1,61	2x 196 + 2x 30
NGC 376/BS 114	<i>B</i>	0,93	1,48	2x 480 + 2x 30
	<i>V</i>	0,77	1,46	2x 196 + 2x 30
NGC 121_1st	<i>B</i>	0,83	1,35	2x 30
	<i>V</i>	0,80	1,35	2x 30
NGC 121_2nd	<i>B</i>	0,84	1,45	2x 30
	<i>V</i>	0,85	1,45	2x 30
TPhe A,C,D	<i>B</i>	0,62	1,22	2x 5
	<i>V</i>	0,62	1,23	2x 5

Nota:

Todas as amostras foram obtidas na data de 11 de novembro de 2007, e foram obtidas para cada longa exposição duas imagens no filtro *B* e *V*, igualmente para as de curta exposição, exceto para NGC 121_1st (primeira exposição), foi usada apenas uma exposição. Os 3 últimos objetos são os campos de padrões.

2.2 Pré-Redução dos Dados

É necessário corrigir as imagens obtidas de forma a eliminar defeitos introduzidos pela ótica do equipamento utilizado, efeitos térmicos, falhas nos CCDs empregados e outros defeitos.

³Os dados são distribuídos online pelo *site*:
<http://www.cadc-ccda.hia-ihp.nrc-cnrc.gc.ca/en/community/STETSON/standards/>

Para corrigir as imagens e prepará-las para o nosso trabalho, realizamos a correção dos cabeçalhos das imagens, a correção do perfil instrumental e dos pixels ruins. Todos esses processos e outros procedimentos necessários estão descritos no decorrer deste capítulo.

2.2.1 Correção dos cabeçalhos das imagens

As exposições foram registradas no formato FITS (*Flexible Image Transport System*), que é um formato de imagem que guarda os dados em duas partes distintas: o cabeçalho e a matriz de dados. O cabeçalho (*header*) contém palavras-chave (*keywords*) que referem-se aos detalhes da observação, tais como: coordenadas do alvo, tempos de exposição, filtros utilizados, massa de ar no momento da obtenção dos dados, instrumento utilizado e outros. A matriz de dados contém a intensidade de cada pixel na malha bidimensional do CCD que forma a imagem.

Utilizamos o software IRAF⁴ (Tody 1993) para realizar a pré-redução dos dados das imagens obtidas na observação. Tal software é desenvolvido e mantido pelo NOAO (*National Optical Astronomy Observatory*), e é constituído por um pacote de tarefas (*tasks*) cujos scripts foram preparados para realizar a redução e a análise dos dados científicos. A descrição dos parâmetros das tarefas e suas opções são encontradas no *help* do próprio IRAF.

Na realização da redução e análise dos dados, as tarefas do IRAF utilizam as informações que constam nos cabeçalhos das imagens. Estas informações são armazenadas nos valores referentes a palavras-chave, tais como: OBJECT (objeto observado), EXPTIME (tempo de exposição), RA (ascensão reta), DEC (declinação), DATE-OBS (data de observação), FILTER (filtro) e AIRMASS (massa de ar). Caso as palavras-chave e seu conteúdo apresentem valores divergentes daqueles necessários nas tarefas do IRAF, faz-se necessário modificar ou redefinir as palavras-chave para que as mesmas possam ser identificadas corretamente pelas tarefas. No nosso caso, foi necessário ter um arquivo de configuração (*subsets*) para traduzir os filtros utilizados.

Os valores de ganho (GAIN), ruído de leitura (RDNOISE) e saturação (SATURATE) tinham originalmente valores corretos nos cabeçalhos, porém o formato de tais valores estavam como *strings*, o que faz com que não sejam interpretados como números pelas tarefas do IRAF. Para corrigir isto, deletamos as referidas palavras-chave e seus valores em *strings*

⁴IRAF é a sigla em inglês: *Image Reduction and Analysis Facility*

e utilizamos a tarefa HEDIT para re-escrever as palavras-chave e seus valores reais.

O IRAF necessita da palavra-chave FILTER com o nome do filtro em suas tarefas, porém nos cabeçalhos das imagens vem especificado a posição do filtro no suporte de filtros do SOI, na palavra-chave FILPOS, ao invés do nome do filtro usado. Então, acrescentamos FILTER nos cabeçalhos, sendo que a posição '1 4' é correspondente ao filtro V e a posição '1 5' é correspondente ao filtro B . Usamos as tarefas HSELECT para selecionar separadamente as imagens de filtro V e B e depois a tarefa SOIUPFILTER para escrever e atualizar o parâmetro FILTER com os nomes nos cabeçalhos.

2.2.2 Processamento dos *frames* de *bias* e *flat-field*

Nesta etapa, o processamento das imagens tem o objetivo de corrigir o perfil instrumental, remover efeitos aditivos, eliminar defeitos causados pela ótica do telescópio e eliminar falhas devido ao próprio CCD empregado. Para realizar essa calibração, haviam sido tomadas antes de cada observação 20 imagens de exposição de *bias*, figura 2.4, e 10 de *flat-field* para cada filtro, figura 2.5.

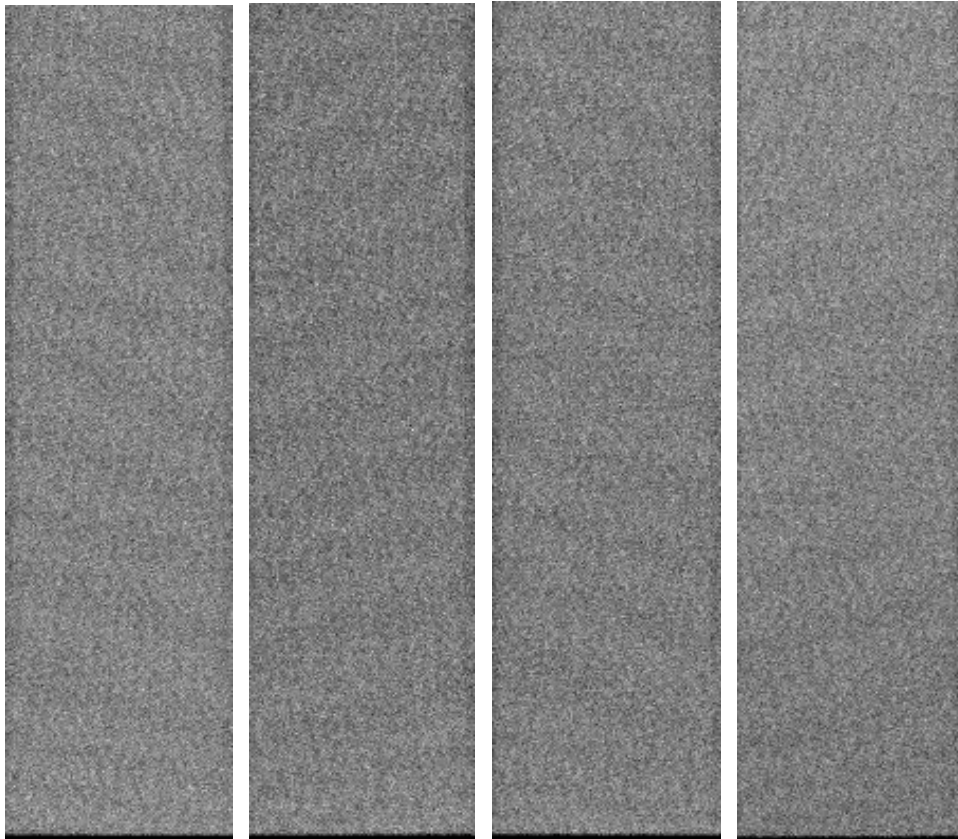


Figura 2.4: Imagem das 4 extensões FITS de um dos 20 *frames* de *bias*.

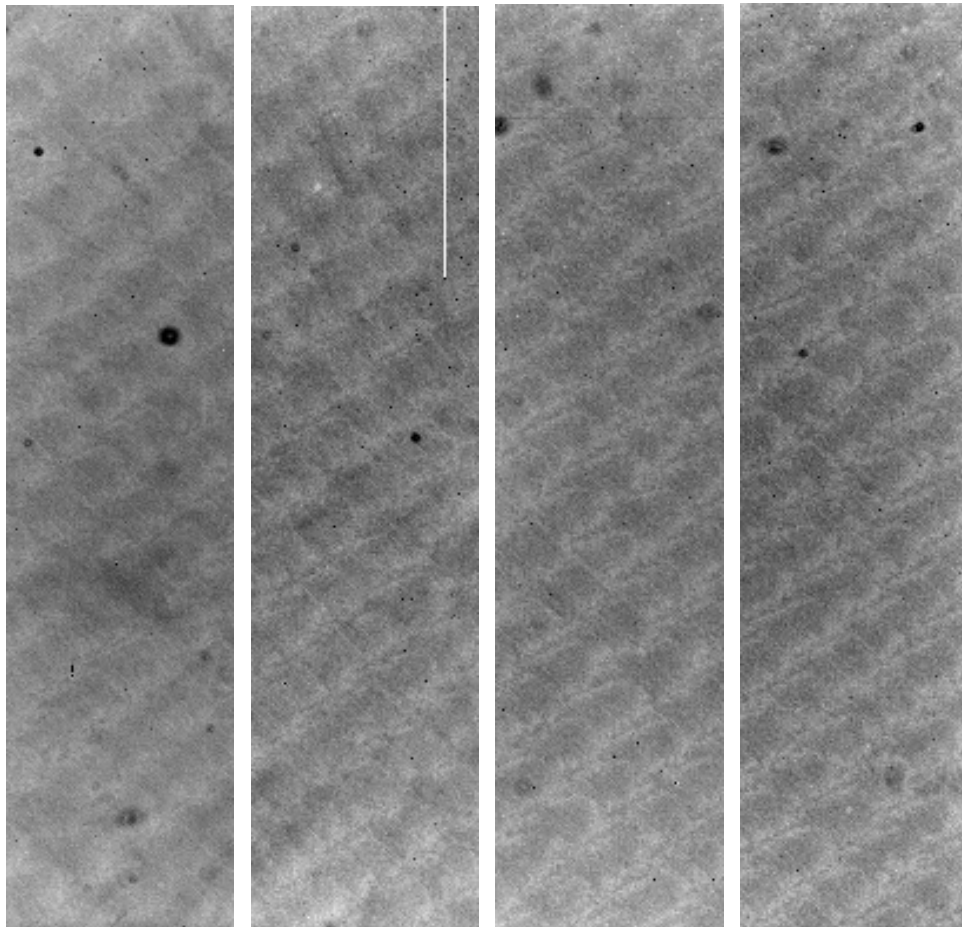


Figura 2.5: Imagem das 4 extensões FITS no filtro B de um dos 10 *frames* de *flat-fields*.

O sinal de saída (contagens) das imagens obtidas no telescópio fica elevado devido a um pedestal eletrônico (bias) que surge no processo de leitura do sinal, o qual varia com a posição do CCD. Para remover o pedestal, mede-se o nível de pedestal eletrônico na região de *overscan* (o nível de ruído intrínseco) e deve ser determinado para cada *frame* de *bias* individualmente. O *overscan* fica localizado em algumas colunas na margem do detector, as quais não são expostas à luz.

Os *frames* de *bias* são imagens com tempo de exposição nulo, tomados com o obturador fechado. É usado para remover tendências residuais de contagens na leitura do CCD. Ao serem combinados, minimizam os efeitos de ruído no *frame* resultante (Zero) e pixels ruins. O Zero deve ser subtraído de todas as outras imagens: *flat-fields* e imagens dos objetos.

No CCD há diferenças de ganho e sensibilidade de detecção de fótons entre os pixels, para corrigir esses efeitos os *frames* de *flat-fields* são utilizados. Estes são imagens capturadas de um campo com brilho uniforme, e devem ser tomadas para cada filtro que será utilizado nas observações, pois cada pixel possui uma curva de resposta espectral diferente. A fonte desse brilho uniforme pode ser uma pequena região do céu no crepúsculo, ou antes do nascer do Sol, ou a luz de uma lâmpada refletida numa tela branca dentro da cúpula do telescópio. No nosso caso, os *flat-fields* foram tomados com o uso de uma lâmpada, o que é chamado mais especificamente de *flat* de cúpula ou *dome flat*.

O processamento das imagens foi realizado com a tarefa CCDPROC do pacote MSCRED (*Mosaic Reduction*) configurado para o imageador ótico do SOAR (SOI), a qual é usada para processar imagens de mosaico de múltiplos amplificadores. Antes de usar a tarefa CCDPROC, foi preciso determinar: a região de *overscan*, a região útil do CCD para que sejam cortadas as bordas (TRIM) das imagens e também realizar a média dos *frames* de *bias* e dos *frames* dos *flat-fields*. No nosso caso, a região de *overscan* e de corte já estavam previamente definidas nos cabeçalhos dos *frames* de *bias* para os quatro amplificadores do CCD. Os seus valores estavam registrados nas palavras-chave BIASSEC (seção de *overscan*) e TRIMSEC (seção de corte). Tivemos apenas que realizar as médias dos *frames* de *bias* e dos *frames* de *flat-fields* usando as tarefas ZEROCOMBINE e FLATCOMBINE, respectivamente.

A combinação das 20 imagens de *frames* de *bias* foi feita com a tarefa ZEROCOMBINE para compor uma única imagem combinada da média dos *frames* de *bias*. Os parâmetros utilizados na tarefa estão mostrados na figura A.1 no Apêndice, onde modificamos apenas

os parâmetros *input*, *ccdtype* e *process*, ficando o restante no valor padrão. No parâmetro *combine* escolhemos a opção *average* porque queríamos a imagem final como a média das imagens individuais. Quando combinamos os *frames* de *bias*, e mesmo para o caso dos *frames* de *flat-fields*, a tarefa que realiza a combinação faz uma estatística e rejeita os pontos diferentes da mediana por mais de *hsigma* ou menos de *lsigma* vezes o desvio padrão σ . A escolha de *hsigma* e *lsigma* foi de "3.", pois este valor corrige com eficiência a imagem resultante de raios cósmicos. A imagem resultante está na figura 2.6.

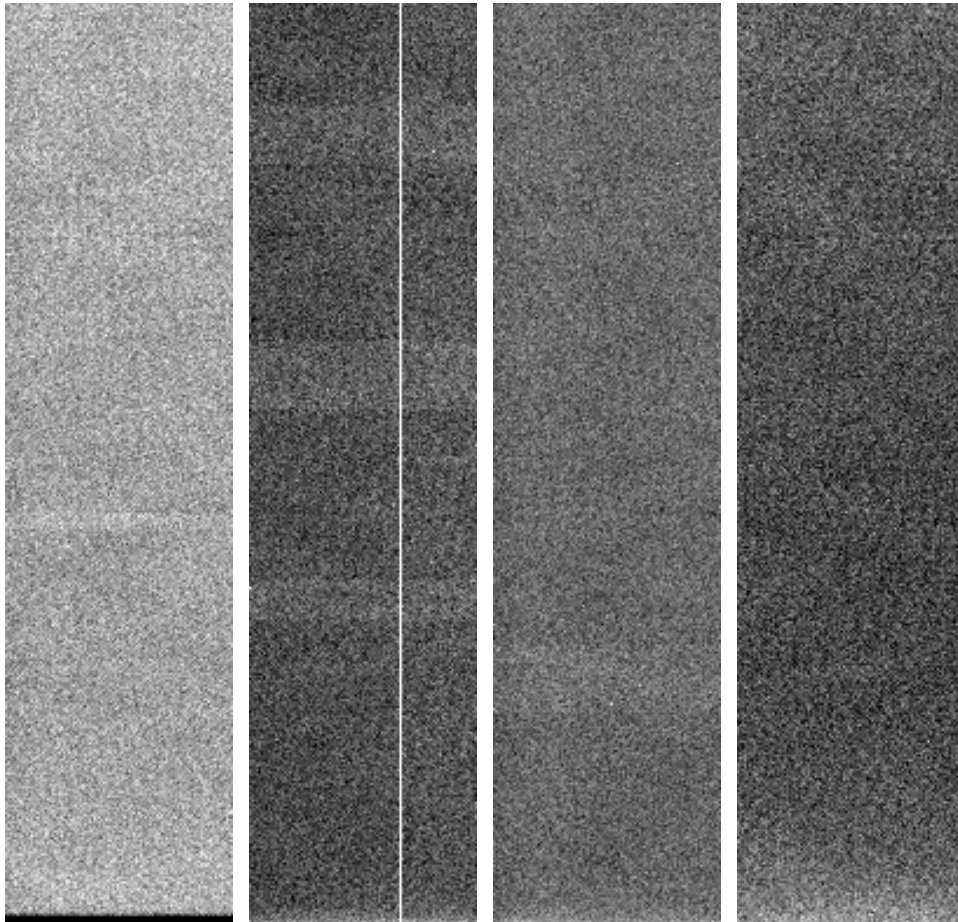


Figura 2.6: Imagem das 4 extensões FITS do resultado da combinação dos 20 *frames* de *bias*.

Antes de criar a média dos *frames* de *flat-fields*, editamos alguns parâmetros da tarefa CCDPROC: *ccdtype*, *fixpix*, *merge*, *biassec*, *trimsec*, *zero*, *function*, *sample* e *order*. Os parâmetros ficaram como na figura A.2 no Apêndice, a qual mostra uma breve descrição do que é cada parâmetro.

Criamos a média dos 10 *frames* de *flat-fields*, para cada filtro (*B* e *V*), utilizando a tarefa FLATCOMBINE. A média foi feita combinando as imagens de acordo com os valores

presentes nos cabeçalhos em `FILTER`, sendo que para isso, usamos `subsets = yes`. O conjunto de parâmetros utilizados nesta tarefa está mostrado na figura A.3 no Apêndice. Modificamos apenas os parâmetros `input`, `combine`, `ccdtype` e o restante deixamos no padrão. No parâmetro `combine`, escolhemos a opção `median` (mediana) porque neste caso é útil o valor intermediário que separa a metade superior da metade inferior do conjunto das contagens na imagem, tornando o resultado menos sensível a contagens muito altas ou muito baixas.

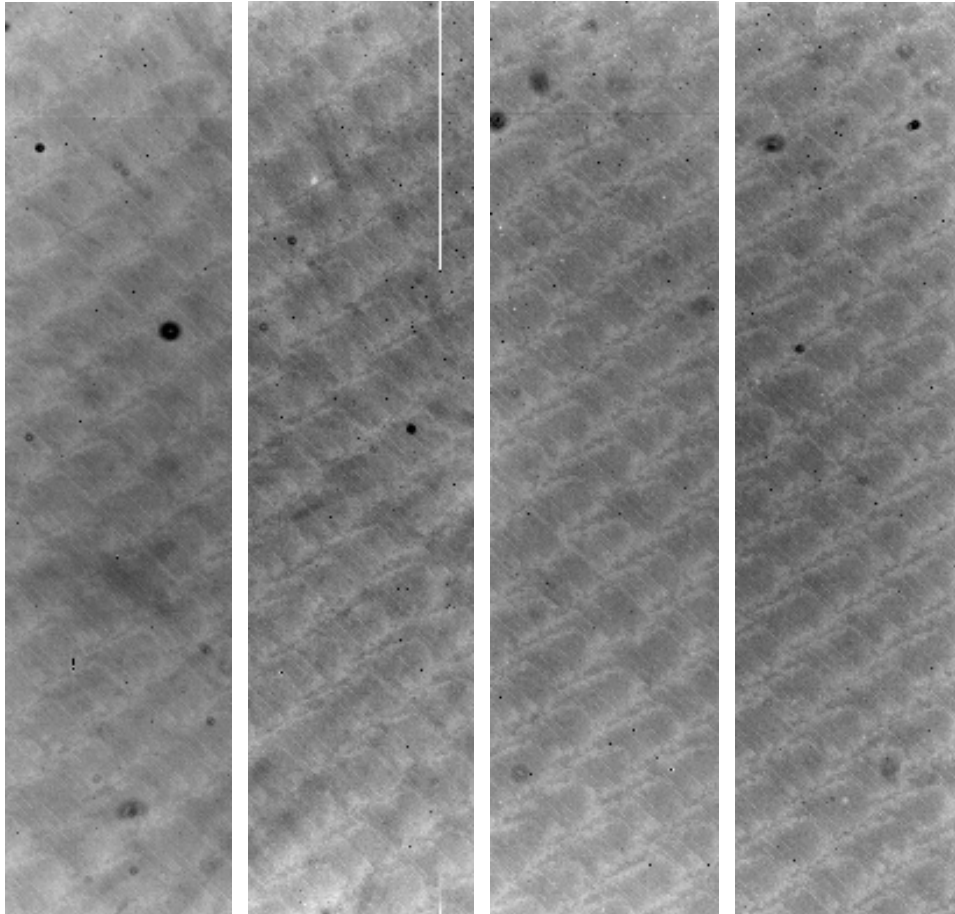


Figura 2.7: Imagem das 4 extensões FITS do resultado da combinação dos 10 *frames* de *flat-fields* no filtro *B*.

Depois dos procedimentos de combinação de *frames*, adicionamos à tarefa `CCDPROC` os parâmetros indicativos da correção dos *frames* de *flats* combinados: `flatcor = yes` e `flat = "Flat*"`. E executamos a tarefa sobre as imagens de ciência, obtendo como resultado as imagens corrigidas dos efeitos instrumentais, figura 2.8.

Todo o processamento realizado nas imagens dos objetos (imagens não processadas) pode ser sistematizada na forma:

$$I_{Final} = \frac{I_{Orig} - I_{Cbias}}{(I_{Cflat} - I_{Cbias})_{normalizada}} \quad (2.1)$$

onde I_{Orig} é a imagem não processada, I_{Cbias} é a imagem combinada dos *frames* de *bias* e I_{Cflat} é a imagem combinada dos *frames* de *flat-fields*.

Resumindo esses procedimentos temos:

1. as imagens de ciência originais, a imagem combinada dos *frames* de *bias* e a imagem combinada dos *frames* de *flat-fields* são subtraídas do nível de *overscan* e recortadas para eliminar a região do *overscan*.
2. Na equação 2.1, temos o seguinte procedimento: a imagem original (I_{Orig}) é subtraída da imagem combinada dos *frames* de *bias* (I_{Cbias}); e o resultado é dividido pela subtração da imagem combinada dos *frames* de *flat-fields* (I_{Cflat}), referente ao filtro da imagem original I_{Orig} , pela imagem combinada dos *frames* de *bias* (I_{Cbias}). A imagem I_{Cflat} também tem que ser subtraída de I_{Cbias} no denominador porque também possui o sinal não nulo intrínseco embutido.

As quatro extensões (sub-imagens) correspondentes aos quatro amplificadores associados aos dois CCDs do SOI, foram agrupadas para formar as imagens completas com apenas uma única extensão de arquivo do mosaico. Utilizamos a tarefa SOIMOSAIC para isso, figura 2.8.

2.2.3 Somando as imagens

Após os processos anteriores, todas as imagens de um objeto de mesmo filtro e com o mesmo tempo de exposição foram combinadas para obter-se uma maior razão *signal/ruído*, S/N. Essas exposições estão especificadas na tabela 2.2. A tarefa usada na combinação foi a IMCOMBINE, na qual especificamos o tipo de combinação como a média (*average*) utilizando "none" no parâmetro *weight*, ou seja, sem peso na média ponderada. Não foi necessário alinhar as imagens tomadas uma após a outra, já que uma verificação das mesmas indicou deslocamentos inferiores a 3 pixels.

O ruído pode degradar a qualidade da imagem e a sua influência pode ser medida pela razão S/N. Uma maneira de reduzir esse ruído numa imagem consiste em tomar a média de

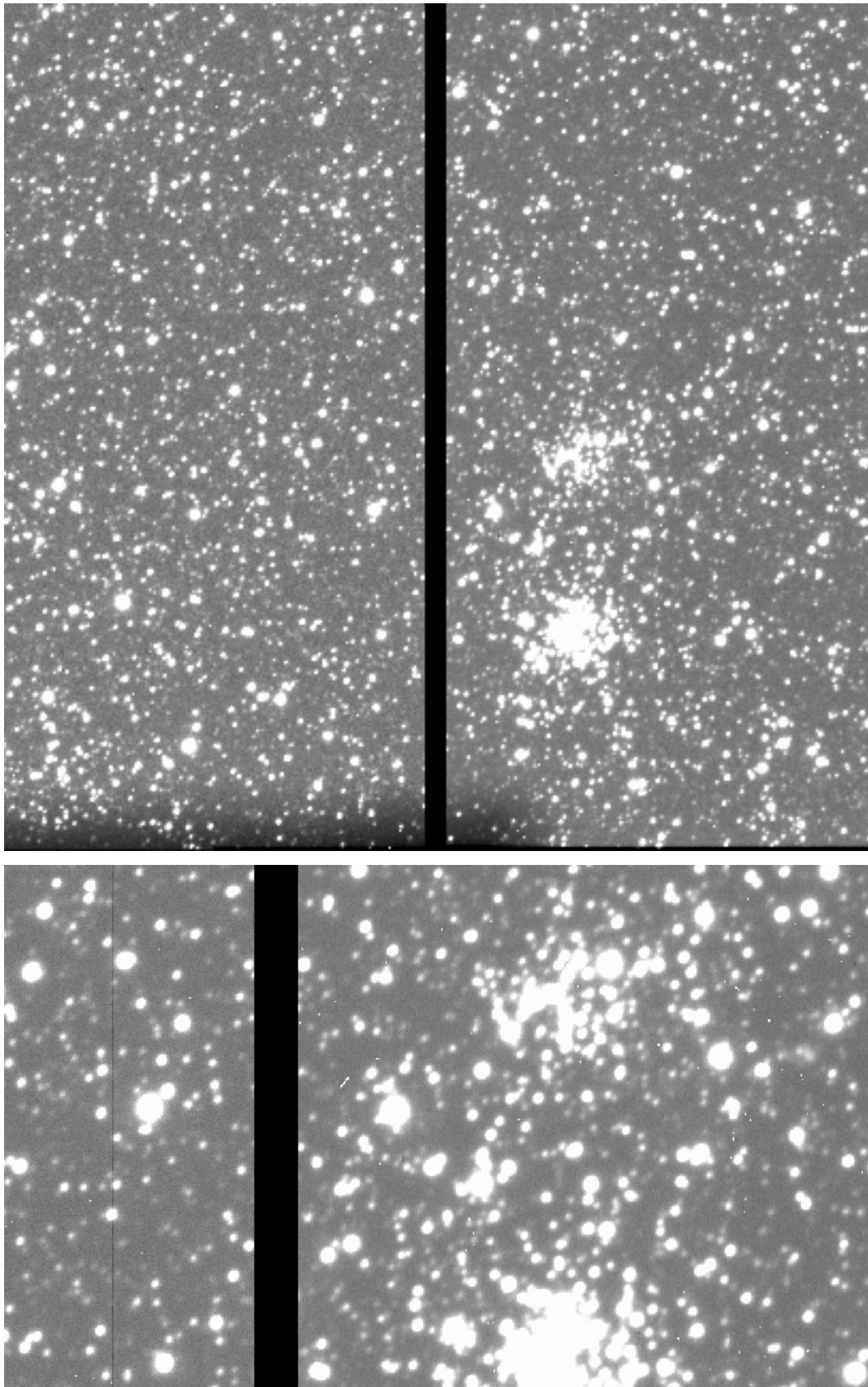


Figura 2.8: Imagem de ciência no filtro B dos aglomerados IC 1641/NGC 422 com as 4 extensões FITS juntas, após ter passado pelo processamento da correção dos efeitos instrumentais. E na figura abaixo, em zoom, podemos perceber alguns pixels ruins que ainda precisam ser corrigidos, como uma linha fina escura a esquerda e vários pontinhos brancos que não são estrelas (raios cósmicos). Isto será comentado na próxima subseção.

duas ou mais exposições na mesma posição do alvo. Como o ruído é aleatório e com média nula, ao somar os valores dos pixels de uma imagem, o ruído tende a se cancelar. No cabeçalho de cada imagem resultante, as palavras-chave GAIN e RDNOISE foram modificadas, com o uso da tarefa HEDIT, para terem o resultado da seguinte relação:

$$\begin{aligned} \text{ganho efetivo} &= N \times \text{ganho individual} \\ \text{ruído de leitura efetivo} &= \sqrt{N} \times \text{ruído de leitura individual} \end{aligned}$$

sendo N o número de imagens combinadas. Também foi acrescentado no cabeçalho a palavra-chave NCOMBINE onde o valor é o de N .

Os pixels ruins (pixels quentes e bits congelados) causam problemas na calibração e análise das imagens, pois podem levar a falsas detecções e a degradação da acurácia da astrometria e fotometria. Para buscar eliminar esses pixels ruins, os chamados "*bad pixels*", podemos tratá-los com o uso de *máscaras de pixels*, que indicam suas posições nas imagens. Para criar a máscara, usamos a tarefa MASKBAD, do pacote CIRRED, cujos parâmetros necessitam da estatística dos arquivos combinados do Flat e do Zero. Para obter a média e o desvio padrão para o arquivo Flat no filtro V e no Zero, usamos a tarefa IMSTATISTICS. Os resultados estão na tabela 2.3.

Tabela 2.3: Estatística do arquivo Flat em V e Zero

Imagem	Média	Desvio Padrão
mZero.fits	-1,069	35,94
mFlatV.fits	29918,0	5029,0

A tarefa MASKBAD gera dois arquivos de máscara com extensão *.fits*, que registram a localização dos pixels bons e ruins. Um dos arquivos terá o padrão no qual a *flag* 0 representa pixel de valor bom e a *flag* 1, pixel ruim. No outro arquivo o que muda é apenas o padrão, que será justamente o oposto. No nosso trabalho, utilizamos o primeiro arquivo. Para que a próxima tarefa não interpole a lacuna (emenda) entre os dois CCDs do SOI, usamos a tarefa IMREPLACE com as coordenadas da lacuna colocando o valor 0, para que seja considerado como pixels bons e sejam mantidos. Acharmos necessário acrescentar no arquivo outros pixels que não foram adicionados pela tarefa MASKBAD. Com o arquivo pronto, fizemos a correção dos pixels ruins usando sobre as imagens a máscara na tarefa FIXPIX, a qual interpola pixels adjacentes aos pixels ruins, reconstruindo localmente a imagem.

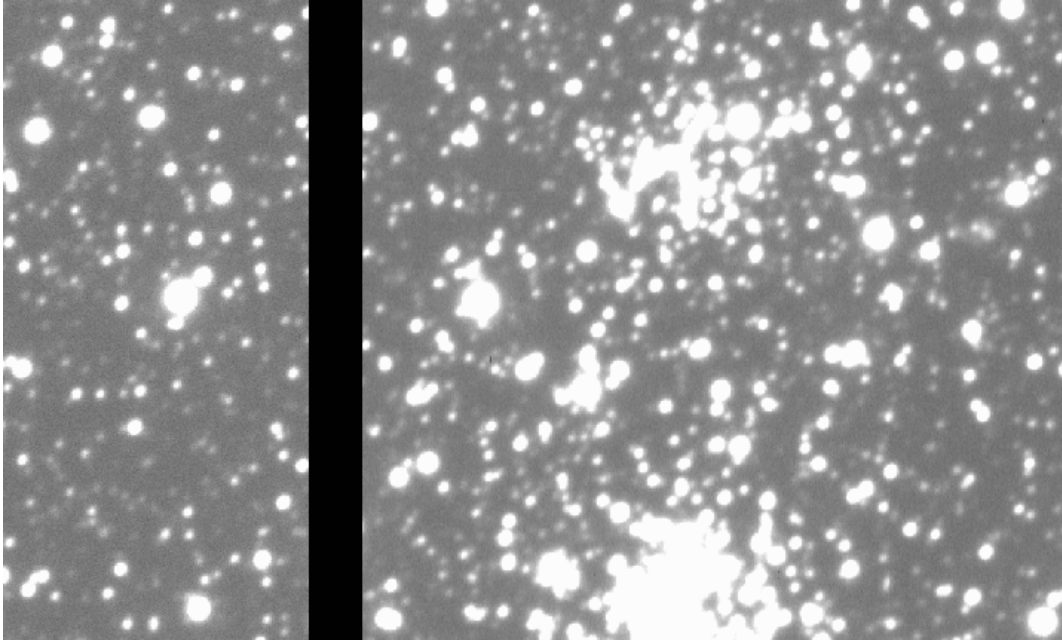


Figura 2.9: Imagem no filtro B com a correção dos pixels ruins, em zoom, na mesma região da figura 2.8.

Todo o processamento da imagem pode ser resumido no organograma da figura 2.10. Assim, após a aplicação de todas as correções descritas neste capítulo, as imagens estão prontas para a realização da fotometria.

2.3 Fotometria das Imagens

A etapa seguinte na redução dos dados consiste em realizar a fotometria das imagens pré-reduzidas. O objetivo nesta parte do trabalho é detectar as estrelas nas imagens, determinando suas respectivas posições e fluxos, e converter esses valores de fluxo em magnitude. Porém, tal magnitude diretamente calculada do fluxo é a magnitude instrumental, a qual precisará ser calibrada de acordo com a magnitude das estrelas padrão.

Primeiramente, para realizar esses processos é necessário determinar a Função de Espalhamento Pontual (*Point Spread Function*, PSF) que descreve o perfil das estrelas em cada imagem individualmente, a qual será usada para identificar as estrelas daquela imagem. Podemos caracterizar a PSF como uma função que descreve a distribuição de luz de um objeto pontual numa dada imagem. Como a resolução dos objetos numa imagem produzida por um telescópio são degradadas pela turbulência atmosférica, a PSF não seguirá o formato de um objeto pontual, que segue o padrão do disco de difração (Disco de Airy). Seu formato

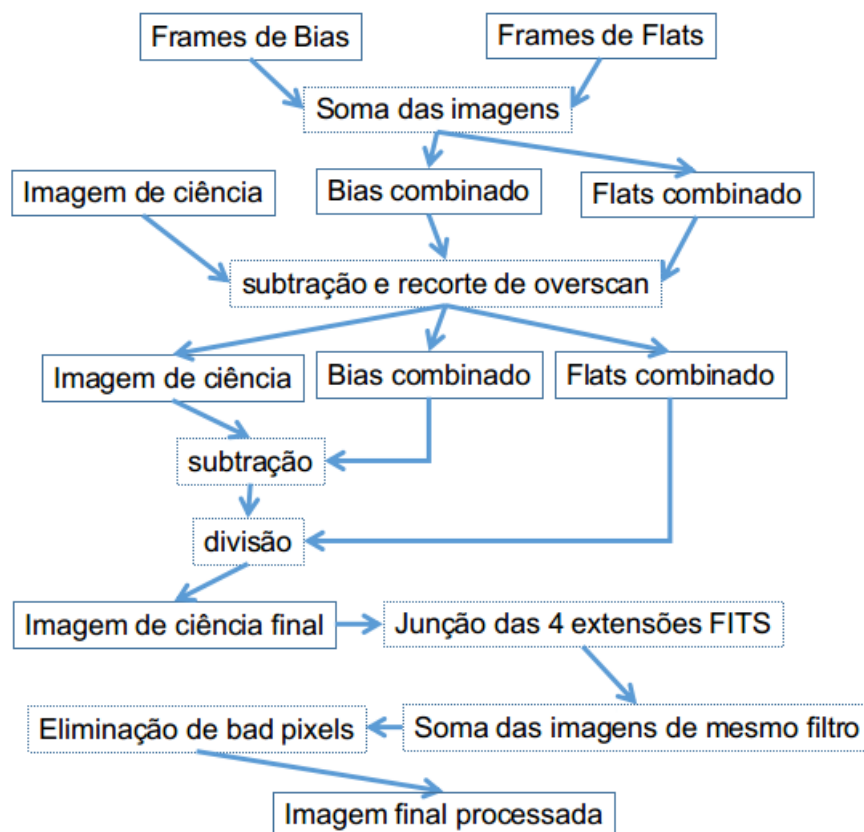


Figura 2.10: Organograma da pré-redução dos dados utilizando o pacote IRAF. As setas indicam a direção dos procedimentos.

pode se aproximar de uma gaussiana central com um halo alongado. Mais informações sobre como a PSF é calculada e seu formato pode ser encontrado em Diolaiti et al. (2000).

Para realizar a fotometria, o que inclui a identificação da PSF em cada imagem, utilizamos o programa *Starfinder*⁵ (Diolaiti et al. 2000), que é um código escrito na linguagem IDL possuindo várias ferramentas para visualização e análise de dados. Ele foi criado para realizar a análise de campos estelares muito populosos, e foi otimizado para análise de imagens obtidas em ótica adaptativa bem amostrada, podendo conter estrelas sobrepostas. O *Starfinder* produz como arquivo de saída um catálogo das estrelas encontradas na imagem analisada contendo, respectivamente, a posição x, y na dada imagem, o fluxo (em contagens) e o coeficiente de correlação do perfil estelar em relação ao modelo ajustado da PSF (extraído previamente da imagem num processo anterior ao de detecção das estrelas).

Iniciando os procedimentos de identificação das estrelas, na opção *Image* do *Starfinder* escolhemos a imagem pré-reduzida a ser carregada na opção *Load*. Em seguida, computamos a estimativa do desvio padrão do ruído do céu usando a opção *Noise*. Foi necessário fornecermos os valores de ganho e ruído referentes ao processo de pré-redução, que são respectivamente $3,8 e^-/ADU$ e $5,8 e^-$, e o valor do céu. O valor médio do céu e sua flutuação foram obtidos com o uso da tarefa IMEXAMINE do IRAF (tabela 2.4).

Em seguida, iniciamos o processo de extração da PSF, a qual é extraída diretamente da imagem levando em conta a estrutura real da resposta instrumental e dos efeitos atmosféricos. Primeiro, o *Starfinder* cria um modelo digital da PSF baseado no perfil de estrelas isoladas na imagem, as quais são escolhidas pelo usuário no *display* da tarefa *PSF*. Procuramos escolher cerca de 20 estrelas com magnitudes variadas e o mais isoladas possível. Essas estrelas candidatas escolhidas tem suas PSFs combinadas com a subsequente extração da PSF média na imagem analisada.

A PSF extraída em cada imagem, resultante do processo anterior, apresentam geralmente resíduos nas bordas devido à presença de estrelas vizinhas às estrelas escolhidas como candidatas, pois elas interferem no formato do halo da PSF. Para minimizar esses resíduos, usamos a opção *post process* no *Starfinder*, que contém duas opções *Support* e *Halo smoothing*, para a realização do pós-processamento da PSF. A opção *Support* aplica uma máscara circular na imagem centrada na PSF, e a opção *Halo smoothing* aplica uma suavização dos pixels na

⁵Starfinder versão 1.6f.

Tabela 2.4: Dados das imagens que são úteis no *Starfinder*

Nome da imagem	$FWHM$ (pix)	sky ($contagem$)	σ_{sky} ($contagem$)
ic1612_B_480.fits	6.11	243.5	6.2
ic1612_V_195.fits	6.07	164.4	4.9
ic1641n422_B_480.fits	7.10	167.0	4.9
ic1641n422_V_195.fits	6.13	140.2	5.1
k50_B_480.fits	6.99	228.2	6.2
k50_V_195.fits	5.86	162.8	5.0
n376_B_480.fits	6.07	228.0	5.5
n376_V_195.fits	5.02	159.4	4.5
bs196_B_480.fits	6.05	138.6	4.9
bs196_V_195.fits	5.57	113.5	4.4
n121_B_1st.fits	6.04	9.8	2.4
n121_V_1st.fits	5.67	18.2	2.0
n121_B_2nd.fits	5.64	9.0	2.0
n121_V_2nd.fits	5.37	18.7	2.3
TPhe_B_5.fits	4.05	2.0	1.3
TPhe_V_5.fits	4.36	2.8	1.4

Nota:

As 6 imagens na parte separada inferior da tabela são os campos de estrelas padrões TPhe e NGC 121, usadas na calibração dos dados, que foram as mesmas usadas na calibração em Bica et al. (2008b). A especificação no nome das imagens de NGC 121 de "1st"(primeira) e "2nd"(segunda) se referem às observações realizadas em massas de ar diferentes, cujos valores estão na tabela 2.2.

borda interna dessa máscara. Depois dessas edições, uma re-normalização da PSF pode ser feita na tarefa *Normalize*, pois ao modificar a borda da PSF a normalização prévia pode ter sido alterada.

Na opção *Astrometry and Photometry*, o *Starfinder* procura pelos objetos que satisfazem a condição de que a intensidade observada é maior que o ruído do céu, sendo que o valor mínimo aceitável da distância entre duas fontes luminosas, no padrão do *Starfinder*, é de uma FWHM da PSF extraída. Ao identificar esses objetos, sua localização é armazenada numa lista. A seguir, esses objetos são analisados em ordem decrescente de luminosidade e são comparados ao modelo da PSF. A técnica consiste em tratar a PSF como um modelo que pode ser transladado e escalado ao longo da imagem ajustando-se ao objeto (que foi aceito como estrela), levando em conta a contribuição do céu local.

Antes de iniciar a tarefa de detecção das estrelas, são previamente fixados pelo usuário dois limites: o **limite de correlação** (*correlation threshold*) com o modelo da PSF e o **limite de detecção** (*detection threshold*). Cada objeto é aceito como estrela pelo seu coeficiente de correlação com o modelo da PSF e também se está acima do limite de detecção escolhido. Se a correlação do objeto é maior que o valor que escolhemos de limite de correlação, então

o objeto é considerado estelar. Já o limite de detecção, refere-se ao valor mínimo do nível de detecção acima do desvio do céu, σ_{sky} tabela 2.4, que pode ser 1σ ou mais. Dessa forma, para o objeto ser aceito, o seu valor mínimo de fluxo tem que ser maior ou igual ao limite estabelecido.

Para melhorar a acurácia da fotometria das estrelas detectadas nas imagens, pode-se optar por repetir internamente o procedimento de análise para cada limite de detecção. Isto faz com que as estrelas detectadas na primeira passagem da análise sejam reajustadas na segunda passagem, porém desta vez considerando as fontes mais fracas próximas a cada estrela analisada. Primeiramente, fizemos esse procedimento (optando pela repetição interna) para um valor de limite de detecção de 5σ , e ao término das duas repetições internas, realizamos outra análise para 3σ , todos com 0,7 de limite de correlação, que é um valor razoável (Diolaiti et al. 2000); depois para 1σ com 0,6 de limite de correlação. Dessa forma, cada vez mais estrelas são agregadas ao catálogo (arquivo de saída) que registra a posição (e sua incerteza), o fluxo (e sua incerteza) e o coeficiente de correlação com a PSF dessas estrelas. Caso o número de estrelas detectadas para o mesmo alvo comparando-se os dois filtros tivesse uma diferença grande, julgamos razoável repetir o procedimento para os valores de 1σ com limite de correlação de 0,7 e 0,6. As combinações de limites que usamos, juntamente com a quantidade de estrelas detectadas, estão na tabela 2.5.

A tabela 2.5 mostra os parâmetros usados e resultados obtidos com o uso do código *Starfinder*. Na coluna 1 estão os nomes das imagens de nossa amostra, na coluna 2 está o limite de detecção em σ que foram repetidos 2 vezes no *loop* interno do programa, na coluna 3 está o valor do limite de correlação e na coluna 4 está a quantidade final de estrelas encontradas para cada processamento realizado. Em seguida, na coluna 5, apresentamos o valor do deslocamento (*shift*) da lista *V* para correspondência em relação ao filtro *B*. O número de estrelas coincidentes nas listas *B* e *V* estão mostradas na coluna 6, e a distância máxima, em pixels, para coincidência está na coluna 7.

Quando um objeto é aceito como sendo uma estrela, a tarefa, além de armazenar seus dados no catálogo de estrelas, cria uma imagem sintética do campo colocando um molde do modelo da PSF, para cada estrela, na mesma posição em que a mesma estaria na imagem original. O campo sintético é a soma da matriz do céu estimado na imagem e as estrelas sintéticas, estas com a intensidade e escala da estrela da imagem original. A figura 2.11

Tabela 2.5: Resultados da fotometria com o *Starfinder*

Arquivo	Threshold	Correlação	Estrelas	Deslocamento		Coincidentes	Distância
				x	y		
ic1641n422_B_480	5	0.7	5733				
	3	0.7	6459				
	1	0.7	6539				
	1	0.6	7566				
ic1641n422_V_195	5	0.7	6005				
	3	0.7	7110				
	1	0.6	8805	1.69	0.42	7301	5 pix
k50_B_480	5	0.7	9782				
	3	0.7	10880				
	1	0.7	11123				
	1	0.6	12649				
k50_V_195	5	0.7	11155				
	3	0.7	12827				
	1	0.6	15408	-2.55	-0.28	12005	5 pix
ic1612_B_480	5	0.7	16105				
	3	0.7	17796				
	1	0.7	18272				
	1	0.6	20080				
ic1612_V_195	5	0.7	16003				
	3	0.7	18013				
	1	0.7	18567				
n376_B_480	5	0.7	21019	2.18	-2.95	18727	10 pix
	3	0.7	15998				
	1	0.7	17547				
	1	0.6	18007				
n376_V_195	5	0.7	19899				
	3	0.7	17876				
	1	0.7	20194				
bs196_B_480	5	0.7	20755				
	3	0.6	23659	-2.49	0.48	19135	5 pix
	1	0.7	338				
	1	0.6	404				
bs196_V_195	5	0.7	593				
	3	0.7	316				
	1	0.6	400				
	5	0.7	580	-0.16	0.58	478	10 pix
	1	0.6	580				

compara uma imagem real com a sintética correspondente.

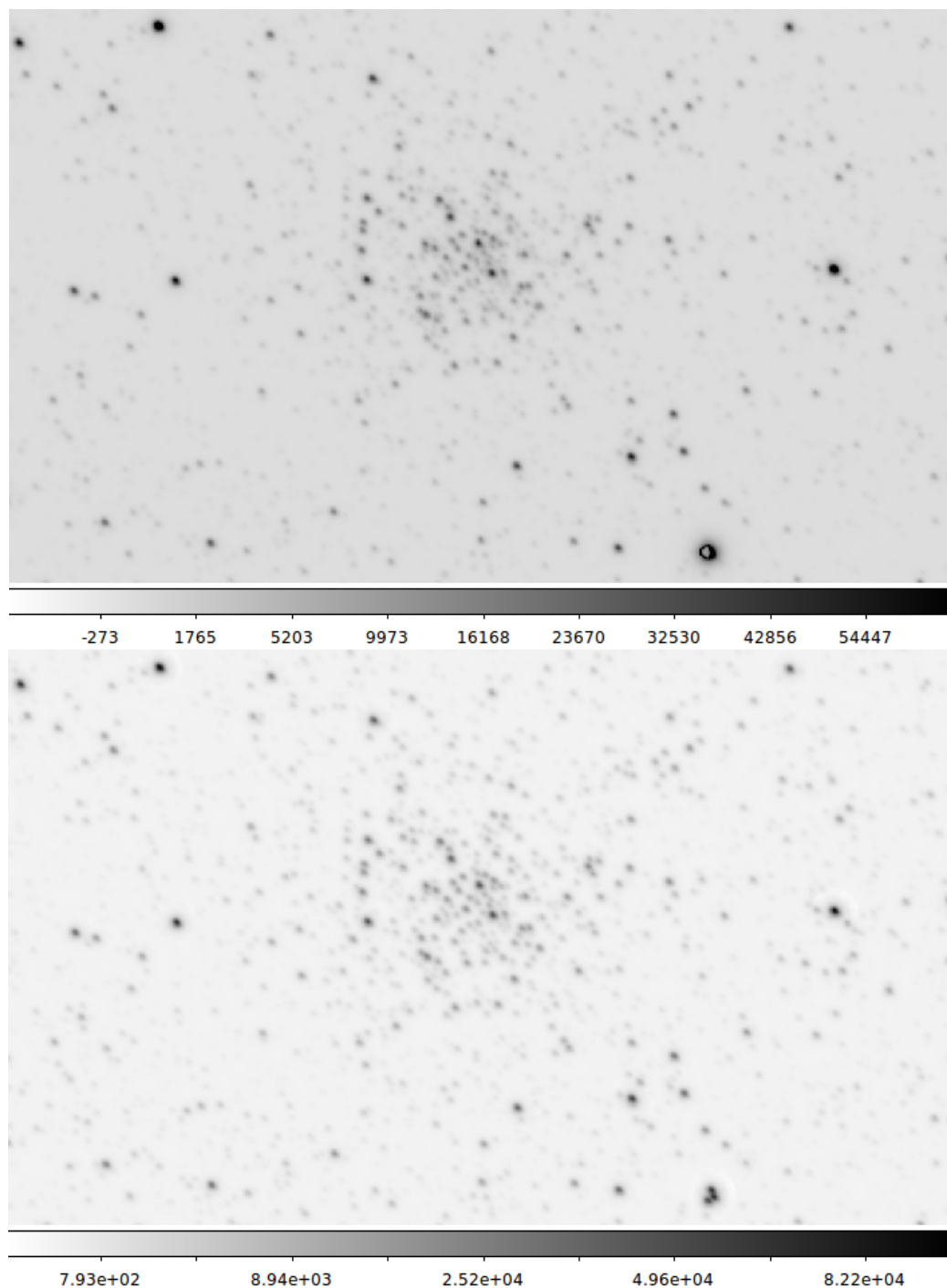


Figura 2.11: Comparação da imagem pré-reduzida e a sintética. As duas figuras, com escala de cor invertida, são uma parte de uma das imagens de nossa amostra, a região do aglomerado IC 1611 no filtro B . A imagem superior é a que está pré-reduzida, e a inferior é a imagem sintética na qual é possível perceber que o *Starfinder* identificou a maioria das estrelas da imagem real, ou seja, a PSF que foi extraída da imagem foi satisfatória. O objeto saturado na imagem real à direita abaixo foi identificado no ajuste da PSF como sendo 3 estrelas. Porém, como o fluxo desse objeto está saturado e não descreve seu fluxo real, este foi descartado.

O próximo passo é corresponder os catálogos de estrelas detectadas para os dois filtros (B e V). Isto porque estamos lidando com dois filtros de comprimentos de onda diferentes para o mesmo objeto e precisamos corresponder as estrelas em ambos os filtros determinando quais dessas estrelas aparecem nos dois catálogos. As estrelas coincidentes serão arquivadas cada uma num arquivo referente ao seu respectivo filtro. Para isso, usamos como *frame* de referência a lista das coordenadas das estrelas que foram usadas como candidatas à extração da PSF.

Na tarefa *Compare Lists*, na opção *File*, escolhemos as 3 listas que serão usadas para realizar a correspondência (*match*) das estrelas dos dois catálogos (filtros B e V) do mesmo alvo. As duas primeiras listas (1 e 2), são os catálogos nos dois filtros, e a terceira lista é a de referência, a qual deve conter um subconjunto dos objetos contidos na lista 1. As listas serão transladadas e rotacionadas até que seja determinada uma correspondência entre elas usando-se como referência as mesmas estrelas da lista de referência que coincidem com as estrelas da lista 1. O *Starfinder* retorna os valores finais usados na translação (x e y em pixels) e na rotação (ângulo em graus) para que haja a correspondência, e automaticamente transforma a lista 2 original para mapear suas coordenadas conforme a lista 1. Ao clicar em '*Find coincident*' são estabelecidas as coincidências entre as estrelas das listas 1 e 2 usando-se um limite de tolerância (em pixels) de coincidência. Usamos tolerâncias de 1, 5 e 10 pixels para termos uma ideia do número de estrelas em cada caso e podermos escolher o valor que maximiza o número de estrelas coincidentes. O valor de 5 pixels é aproximadamente o valor em média da *FWHM* das estrelas nas imagens (ver tabela 2.4). Escolhemos a tolerância de 10 pixels para a maioria das imagens devido ao número de estrelas para tolerância em 5 e 10 pixels não serem muito diferentes. As quantidades de estrelas para os melhores limites de tolerância estão mostrados na tabela 2.5. O descarte de estrelas neste processo pode ser devido ao fato de que se uma imagem for mais profunda que a outra, algumas estrelas podem não ser detectadas nos dois filtros, não existindo nas duas listas.

Por último, salvamos o novo catálogo, para cada filtro, das estrelas coincidentes contendo as informações: posição, fluxo e seus respectivos desvios além do coeficiente de correlação das estrelas com o modelo da PSF.

Podemos fazer um resumo esquematizado da ordem dos procedimentos realizados no *Starfinder* nas imagens:

1. Estimava do ruído (*noise*)
2. Obtenção da PSF
 - (a) Extração da PSF
 - i. escolha das estrelas candidatas à extração da PSF
 - ii. processamento e criação do modelo da PSF
 - (b) Pós-processamento da PSF
 - i. aplicação de uma máscara circular na PSF
 - ii. suavização do halo da PSF
 - iii. normalização da PSF
3. Fotometria
 - (a) detecção das estrelas usando a PSF determinada no passo anterior
 - (b) alteração do valor do limite de detecção e/ou do limite de correlação
 - (c) repetição dos itens (a) e (b) duas ou três vezes
4. Comparação das listas
 - (a) correspondência dos objetos das duas listas (filtros *B* e *V*) a uma lista de referência
 - (b) determinação das estrelas coincidentes

2.3.1 Cálculo da Magnitude Instrumental e Calibração ao Sistema Padrão

Após os procedimentos anteriores, podemos usar os valores dos fluxos e seus desvios obtidos para calcular a magnitude instrumental de cada estrela e seu desvio padrão. Tal cálculo é feito num *script* em linguagem IDL (Apêndice A.1) conforme:

$$mag = zmag - 2.5 \log F + 2.5 \log itime, \quad (2.2)$$

sendo o desvio dado por

$$\sigma_{mag} = 1.0857 \frac{\sigma_F}{F}. \quad (2.3)$$

Na equação 2.2, *zmag* é o valor inicial para a constante de ponto zero da escala de magnitude, o qual escolhemos como sendo $zmag = 25$; e *itime* é o valor do tempo de

exposição da imagem. F e σ_F são o fluxo e sua incerteza determinados pelo *Starfinder*.

Tendo os valores da magnitude instrumental das estrelas detectadas em cada imagem, precisamos calibrar seus valores para o sistema padrão de magnitudes. Isto porque as magnitudes medidas nas imagens são afetadas pela resposta instrumental e também pela extinção atmosférica.

A transformação das magnitudes ao sistema padrão foi feita usando-se equações de transformação aplicadas as estrelas-padrões no campo TPhe (Landolt 1992) e no campo de padrões de NGC 121 (Stetson 2000). Pode-se usar o software IRAF para realizar esse ajuste com a tarefa PHOTCAL, descrita em Massey (1992).

As equações de transformação são as seguintes:

$$mb = B + b_1 + b_2X_B + b_3(B - V) + b_4(B - V)X_B \quad (2.4)$$

$$mv = V + v_1 + v_2X_V + v_3(B - V) + v_4(B - V)X_V \quad (2.5)$$

sendo que mb e mv são as magnitudes instrumentais, B e V são os valores de catálogo das padrões, X_B e X_V são as massas de ar em cada filtro; os coeficientes b_i e v_i , com $i = 1, 2, 3, 4$, são as constantes a serem determinadas: b_2 e v_2 são os coeficientes de extinção de primeira ordem; b_4 e v_4 são os de segunda ordem; b_3 e v_3 são os coeficientes do termo de cor; b_1 e v_1 são as constantes de ponto zero.

Os passos necessários para encontrar os coeficientes das equações de transformação são basicamente:

1. Criação de um catálogo que contenha as magnitudes e índices de cor das estrelas padrão no sistema padrão;
2. Criação de um arquivo que contenha os valores de massa de ar, magnitudes instrumentais e erros para cada observação referente às estrelas padrão;
3. Criação de um arquivo contendo a forma algébrica das equações de transformação 2.4 e 2.5, e as referências para cada coluna nas tabelas do item 1 e 2;
4. Ajuste das equações de transformação iterativamente, descartando os pontos discrepantes.

Após a obtenção dos valores dos coeficientes usando a tarefa FITPARAMS, utiliza-se as equações de transformação para calibrar as magnitudes instrumentais. Para isso, as equações 2.4 e 2.5 são invertidas e aplicadas às magnitudes instrumentais obtidas das imagens.

No nosso caso, a transformação ao sistema padrão foi feita usando os dados da Tabela 1 em Bica et al. (2008b). Os valores dos coeficientes utilizados estão na tabela 2.6. o RMS é a raiz quadrática média, que é desvio do ajuste.

Tabela 2.6: Coeficientes e RMS das equações de transformação

i	B	V
1	$-0,580 \pm 0,016$	$-0,5025 \pm 0,0057$
2	0,25	0,14
3	$-0,480 \pm 0,099$	$-0,384 \pm 0,046$
4	$0,357 \pm 0,074$	$0,376 \pm 0,034$
RMS	0.026	0.017

Os erros fotométricos dos objetos da nossa amostra estão mostrados nas figuras 2.12 e 2.13, onde estão os gráficos da incerteza na magnitude V versus a respectiva magnitude. Em cada gráfico estão indicadas as incertezas para toda a imagem e para a região que delimitamos para cada aglomerado (tabela 4.2). Percebe-se que a magnitude na região dos aglomerados possui desvio $\sigma_V < 0,1$ mag.

Na figura 2.13, para o aglomerado BS 196, percebemos a existência de estrelas brilhantes que contaminam a fotometria de estrelas fracas próximas. Além disso, há um vazamento de luz produzido por uma estrela brilhante na borda do *frame* que interfere na fotometria ao redor. Estes efeitos explicam o comportamento anômalo dos erros em função da magnitude B no caso dos dados para o campo inteiro (símbolos pretos na figura 2.13). O mesmo efeito não é observado no filtro V pois a mesma estrela não está saturada neste filtro. Porém, os dados na região do aglomerado (símbolos vermelhos na mesma figura) estão distantes o suficiente dessa estrela brilhante para não serem afetados por ela.

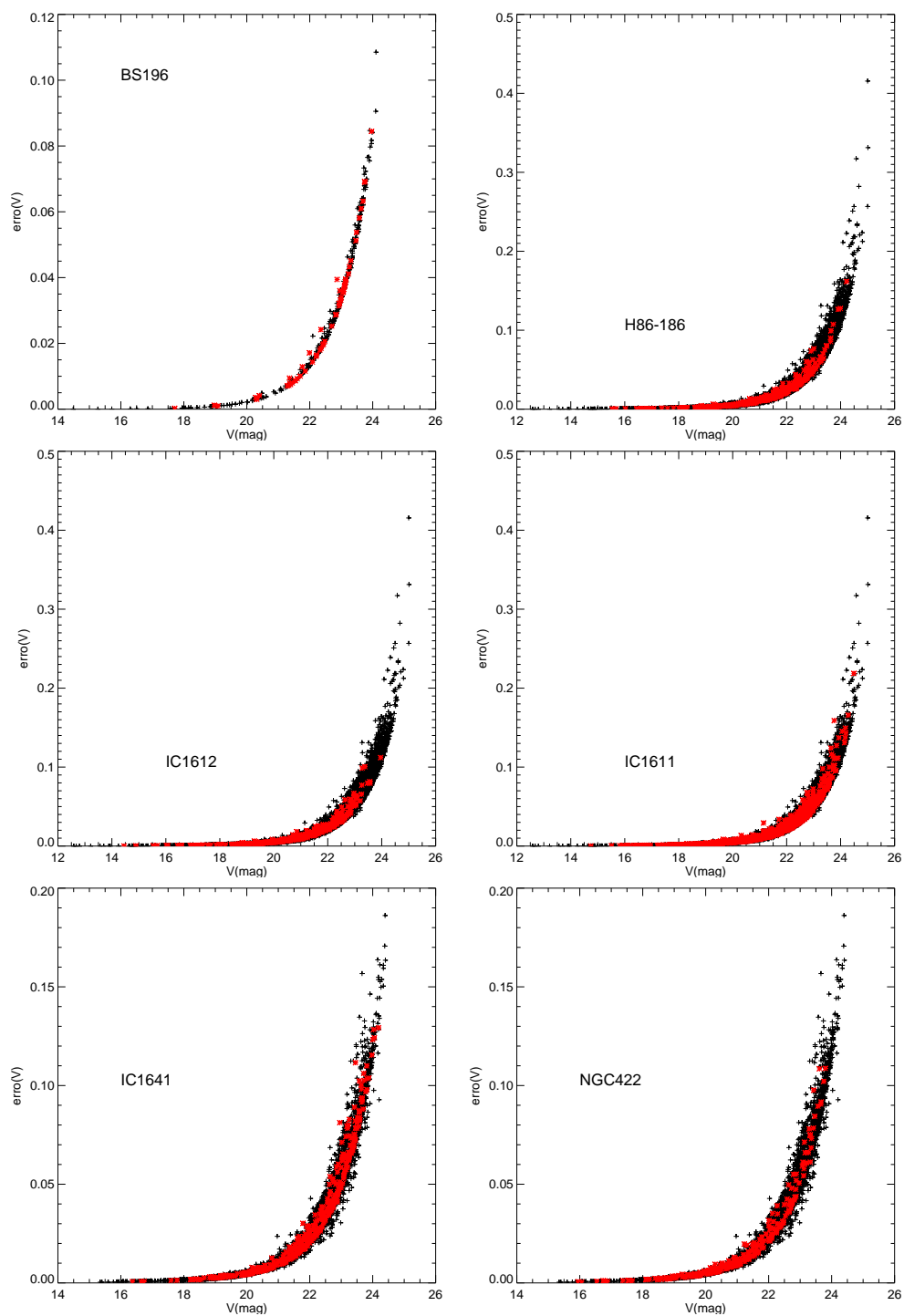


Figura 2.12: Erros fotométricos no filtro V . Os símbolos pretos representam os objetos encontrados em toda a imagem. Os símbolos vermelhos representam os objetos dentro da área que delimitamos como raio máximo do aglomerado, descrito em 4.1. **Continua na próxima página.**

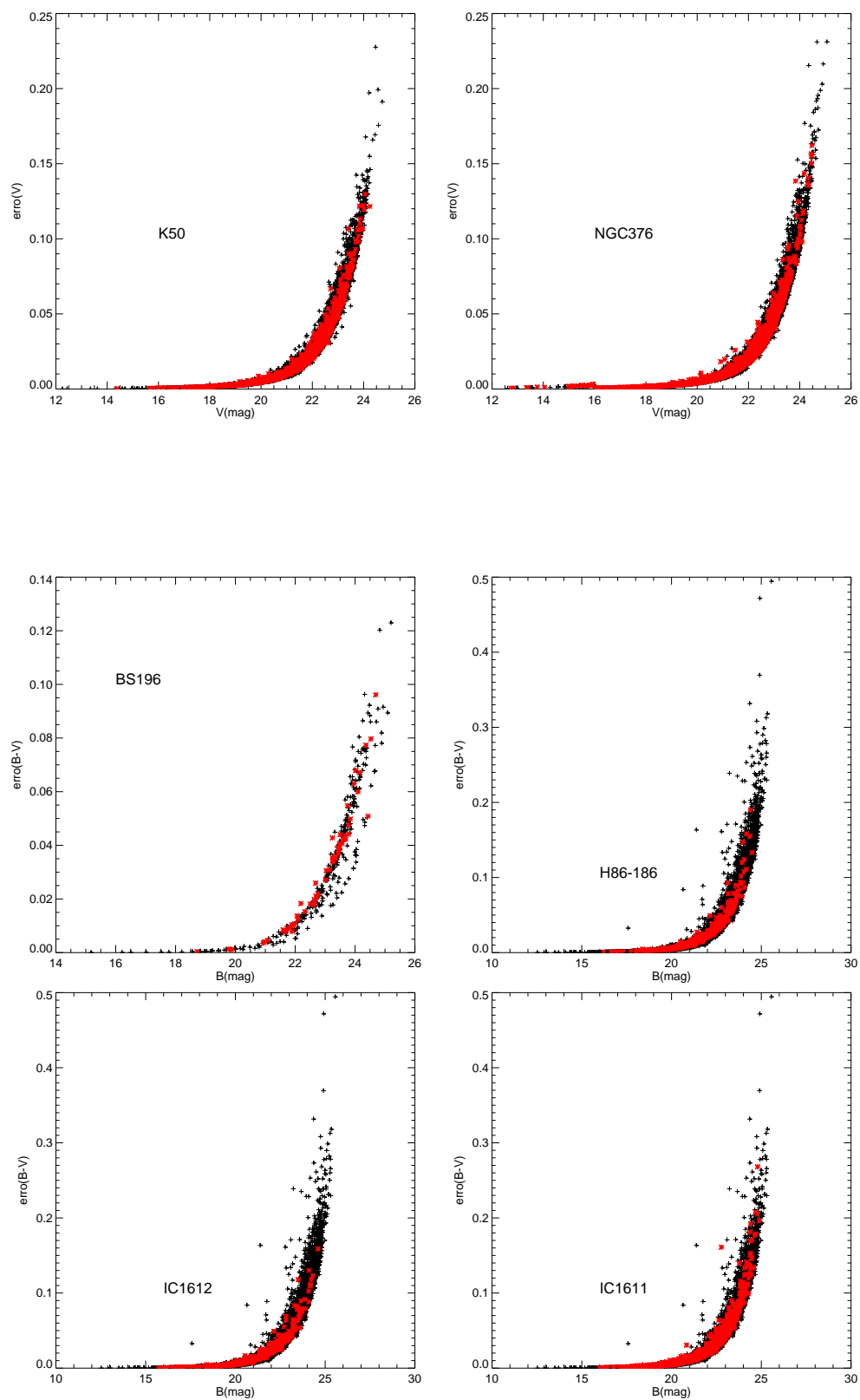
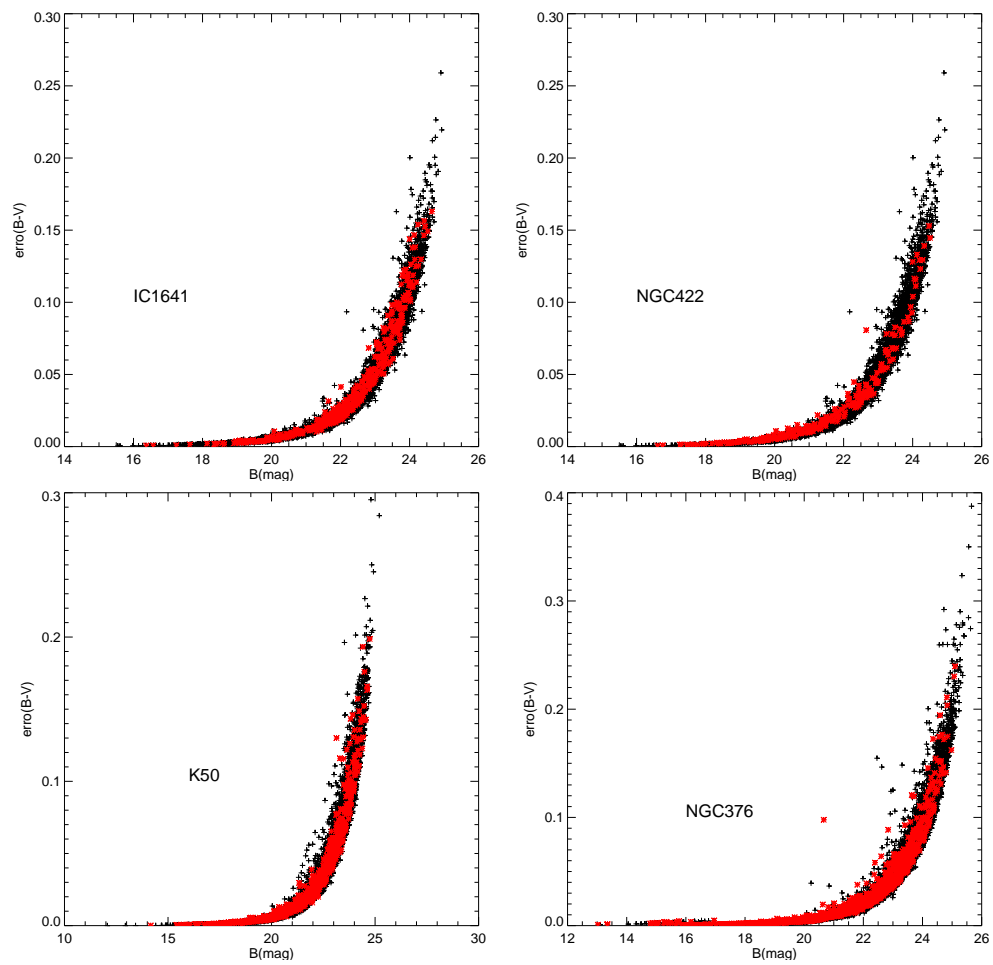


Figura 2.13: Erros fotométricos na cor ($B - V$). Símbolos como na figura 2.12. **Continua na próxima página.**



Capítulo 3

Metodologia

Neste capítulo, abordaremos a metodologia utilizada no trabalho. As etapas realizadas foram:

- determinação do centro dos aglomerados pelo ajuste gaussiano da distribuição das estrelas nas imagens (seção 2.1);
- descontaminação de estrelas de campo dos diagramas cor-magnitude (CMD) dos aglomerados e atribuição de probabilidades de pertinência às estrelas determinadas como membros dos aglomerados (seção 2.2);
- ajuste de isócronas ao CMD descontaminado para a determinação da idade, metalicidade e excesso de cor dos aglomerados (seção 2.3);
- avaliação de mapas de densidade superficial para obter a estrutura dos objetos (seção 2.4.1);
- obtenção dos parâmetros estruturais pelo ajuste do modelo de King sobre o perfil de densidade radial (RPD) observado (seção 2.4.2 e 2.4.3).

3.1 Determinação do centro

A determinação da posição do centro dos aglomerados é um passo importante, feito antes da realização da descontaminação da amostra, que é um procedimento que retira estatisticamente do alvo as estrelas que pertencem ao campo estelar (mais detalhes deste processo está descrito em 3.2). O centro pode ser determinado pelo ajuste de uma função gaussiana à distribuição espacial das estrelas do alvo na imagem.

Para determinar o centro, uma região inicial é escolhida a olho ao redor do objeto de interesse, e o tamanho do alvo é determinado de acordo com a distribuição de estrelas na imagem. Para que o ajuste da distribuição de estrelas do objeto tenha uma convergência, o tamanho da região do objeto é ampliado de forma a incluir uma parte da região do campo estelar ao redor dela. Com uma estimativa inicial do centro do alvo e tamanho escolhido, a distribuição de suas estrelas é plotada em histogramas dos eixos x e y da imagem. O centro da gaussiana ajustada no histograma é considerado então o centro do alvo.

O fato de existirem estrelas na região do alvo que não pertencem ao objeto de interesse, mas que pertencem ao campo estelar da PNM e também da Galáxia, torna útil determinar um limite de magnitude para que estrelas menos brilhantes sejam desconsideradas (as quais tem grande probabilidade de pertencerem ao campo estelar). Esse limite de magnitude maximiza o contraste entre a quantidade de estrelas na região do aglomerado e do campo. Para isso, desconta-se do histograma a média da quantidade das estrelas de campo, que é obtida de uma região adjacente ao aglomerado na imagem.

Para ajustar a gaussiana que melhor descreve a distribuição de estrelas do aglomerado, o tamanho dos *bins* do histograma é variado. Um valor muito pequeno no tamanho do *bin* leva o histograma a ter uma forma irregular devido à quantidade de estrelas em cada *bin* ser muito pequena. Já para um valor muito grande do *bin*, o histograma tende a destruir a forma da distribuição radial de estrelas do aglomerado. Logo, a escolha do melhor valor de *bin* e limite de magnitude é determinado pelo maior contraste entre a quantidade de estrelas do aglomerado por *bin* e a média da quantidade de estrelas do campo por *bin*.

A equação gaussiana a ser utilizada é da forma

$$f(x) = A_0 e^{-z^2/2}, \quad (3.1)$$

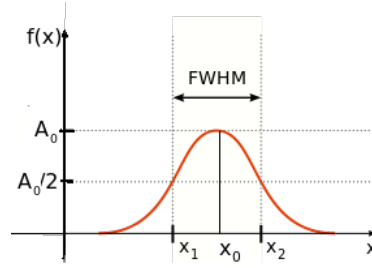


Figura 3.1: Função gaussiana da equação 3.1 com a indicação da posição da *Largura a Meia Altura (FWHM)*.

onde $z = \frac{x-x_0}{\sigma}$, A_0 é a altura do topo da gaussiana até sua base, x_0 é o valor do centro da gaussiana ajustada, e σ a dispersão da gaussiana (desvio padrão). A forma dessa gaussiana está representada na figura 3.1.

A fim de determinar aproximadamente o tamanho do aglomerado, ou seja, o seu raio limite, o valor da *Largura a Meia Altura (FWHM)* foi utilizado usando a seguinte equação

$$f(x) = A_0 e^{-\left(\frac{x-x_0}{\sigma}\right)^2} / 2. \quad (3.2)$$

A *Largura a Meia Altura* pode ser calculada aplicando a equação 3.2 para x_1 e x_2 , em que $f(x_1) = f(x_2) = A_0/2$ (figura 3.1). Assim,

$$\begin{aligned} f(x_1) &= A_0 e^{-\left(\frac{x_1-x_0}{\sigma}\right)^2} / 2 \quad \text{e} \\ f(x_2) &= A_0 e^{-\left(\frac{x_2-x_0}{\sigma}\right)^2} / 2. \end{aligned} \quad (3.3)$$

Igualando a primeira das equações em 3.3 com $A_0/2$, temos

$$x_1 - x_0 = \sigma \sqrt{2 \ln(2)}$$

e pela simetria da gaussiana em termo de x_0 :

$$FWHM = 2\sigma \sqrt{2 \ln(2)}.$$

O que resulta

$$FWHM = 2,35\sigma. \quad (3.4)$$

O tamanho dos aglomerados, ou diâmetro limite, será escolhido como duas vezes a largura a meia altura ($FWHM$) da gaussiana ajustada. A extensão é determinada criando uma média do valor do $FWHM$ no eixo x e y das imagens. Na figura 3.2 está representado o ajuste gaussiano do histograma da região de BS196, e está indicado o centro e o diâmetro do aglomerado.

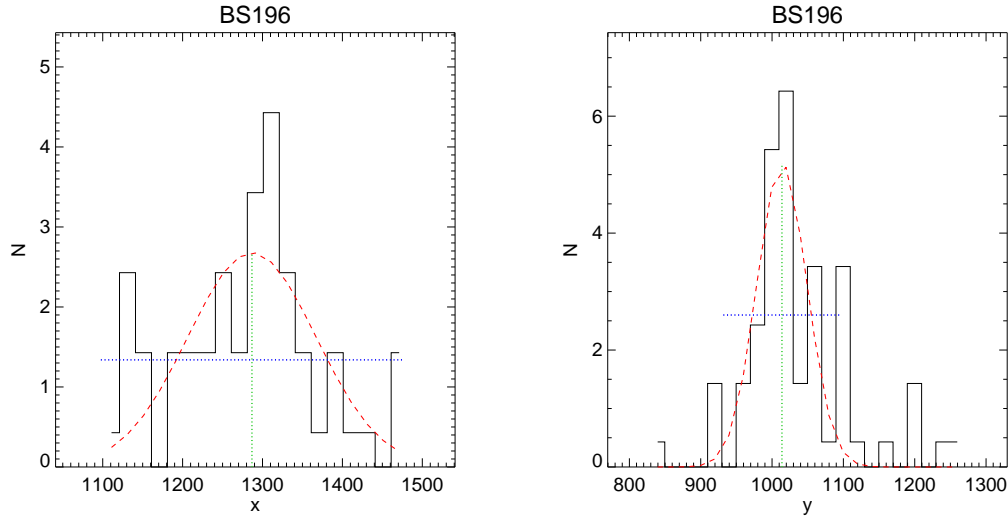


Figura 3.2: Ajuste gaussiano do centro de BS 196 (linha tracejada vermelha) no eixo x e y das imagens; o tamanho de $2x FWHM$, que é o diâmetro escolhido para os aglomerados (linha azul) e a posição do centro da gaussiana (linha verde) também estão indicados.

3.2 Descontaminação de estrelas de campo e pertinência fotométrica

Os dados fotométricos obtidos serão caracterizados através de CMDs e ajuste de isócronas para a determinação dos parâmetros astrofísicos dos aglomerados. Porém, antes da construção dos CMDs, deve-se considerar que na linha de visada destes objetos há a presença de estrelas constituintes da Galáxia e da população de campo da PNM, ambas dominadas por uma mistura de populações estelares. Isto torna complicada a análise de um CMD pelo envolvimento de estrelas que não são pertencentes ao aglomerado (Maia et al. 2014). Por esse motivo, realizar um procedimento de descontaminação da região de cada aglomerado para analisar um CMD torna-se necessário.

O método de descontaminação a ser utilizado é similar ao de Maia et al. (2010), que foi baseado no algoritmo de Bonatto & Bica (2007) com algumas modificações, particularmente

a adição de um vínculo extra que é derivado da distribuição espacial das es O resultado para o ajuste do modelo de King de 2 parâmetros (figura 3.11) foi de uma densidade central igual a $0,12 \pm 0,02$ estrelas/(")² ($1,42 \pm 0,24$ estrelas/(pc)²) e raio nuclear $5,1 \pm 0,5$ " ($1,5 \pm 0,2$ pc). Para o modelo de 3 parâmetros, a densidade central foi de $0,08 \pm 0,02$ estrelas/(")² ($0,94 \pm 0,24$ estrelas/(pc)²), raio nuclear de 13 ± 2 " ($3,8 \pm 0,6$ pc) e raio de maré 40 ± 4 " (12 ± 1 pc), que é diferente do resultado do estudo de Bica et al. (2008b), onde o raio do núcleo é bem definido por $2,66 \pm 0,14$ pc, o raio de maré por $21,2 \pm 1,2$ pc e a densidade central por $0,142 \pm 0,015$ estrelas/(")². Essa diferença pode ser devido a este estudo ter obtido o centro do aglomerado, e considerado a posição projetada das estrelas em forma elíptica, ao realizar o ajuste do modelo de King.

O método de descontaminação de Maia et al. (2010) é usado com o objetivo de minimizar o efeito da contaminação dos alvos pelo campo de estrelas distinguindo estatisticamente os prováveis membros dos aglomerados. O método consiste em comparar os dados fotométricos da amostra de estrelas da região do aglomerado com uma amostra de uma região de um campo de estrelas adjacente, que precisa estar distante o suficiente para que não inclua estrelas que pertençam ao aglomerado em questão. A comparação é feita baseada na disparidade entre os CMDs do campo e dos aglomerados. Como um critério de escolha de membros, usa-se a distância das estrelas ao centro do aglomerado. Assim, a probabilidade de pertinência produzida pelo método é baseada na sobredensidade de estrelas no espaço do CMD. Os dados fotométricos usados são restringidos por uma magnitude de corte determinado pelo limite de completeza. Na figura 3.3, está indicada a região do aglomerado e do campo utilizado, o qual tem o mesmo tamanho da região do aglomerado.

O limite de completeza das magnitudes observadas até o qual a fotometria é completa é obtido para cada filtro por um histograma da quantidade de estrelas por magnitude para cada aglomerado (figura 3.4). Esse histograma geralmente mostra uma distribuição cujo valor cresce até um máximo. A partir desse ponto, a quantidade de estrelas detectadas diminui rapidamente, mostrando que foi atingida, para o campo de exposição das observações, a sensibilidade limite para captação de fótons das estrelas de brilho mais fraco. Este tipo de determinação do limite de completeza é uma primeira aproximação, pois é necessário testes com estrelas artificiais para determinar de forma mais acurada esse limite. Além disso, há sobreposição do perfil estelar devido à aglomeração das estrelas e ao ruído de

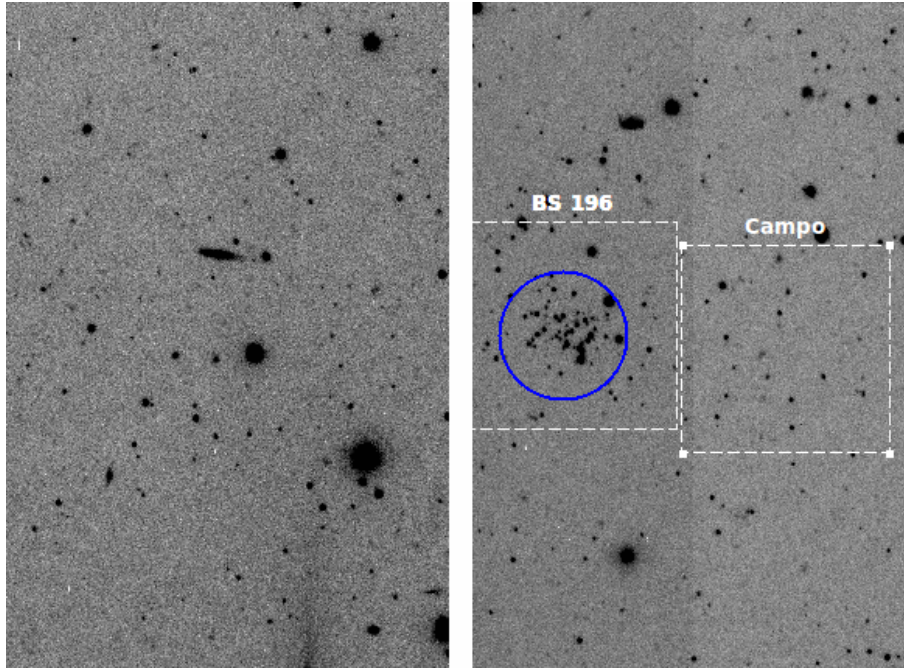


Figura 3.3: *Frame* de BS 196 em B indicando as áreas para determinação do centro e raio dos aglomerados (quadrados). As áreas utilizadas no método de descontaminação (círculos) são o resultado do ajuste gaussiano. A faixa clara na imagem é o gap entre os CCDs.

fundo da imagem. Assim, as estrelas fracas em regiões densas são as que apresentam maior incompletude, e.g. (Kerber et al. 2002).

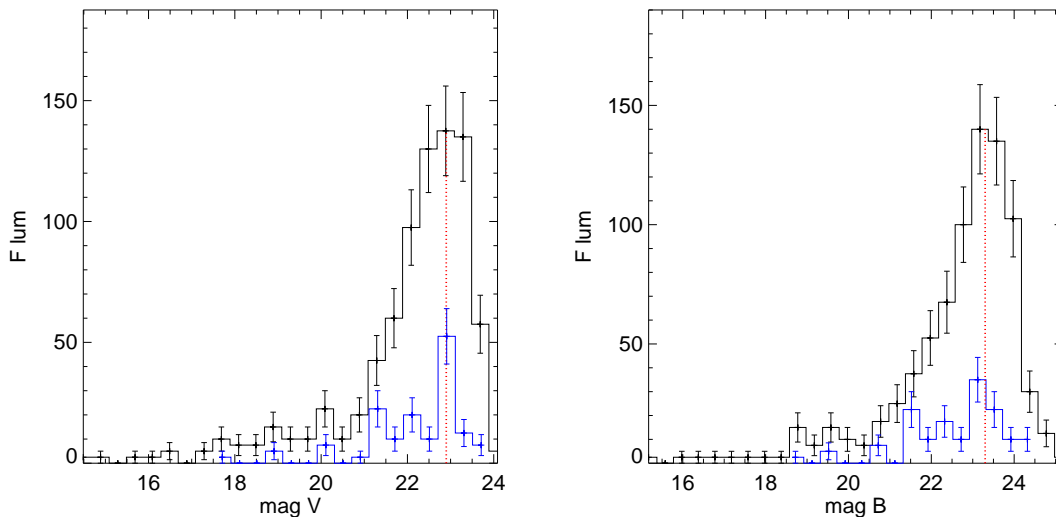


Figura 3.4: Limite de completude no campo (linha preta) e no aglomerado (linha azul) para BS 196. O resultado para o *frame* em V foi 22,9 e para B foi 23,3. Para a região do aglomerado o resultado foi 23,1 e 23,4, respectivamente.

No processo de descontaminação os CMDs são divididos numa grade de pequenas células, que terão tamanhos e posições alteradas ao longo do processo, cujo tamanho médio inicial

é de $\Delta V \approx 20\bar{\sigma}_V$ e $\Delta(B - V) \approx 10\bar{\sigma}_{(B-V)}$ (Maia 2007). Esses valores garantem que os erros fotométricos tenham pouca influência no posicionamento da grade de células no CMD sobre as estrelas. O valor inicial é alterado em tamanho e posição na direção dos eixos do CMD, para minimizar os efeitos relacionados à escolha destes parâmetros iniciais. Em cada configuração da grade determina-se a diferença das estrelas na região do aglomerado e no campo em cada célula. São geradas 729 configurações, devido ao processo interno de modificações da grade, cada uma levando a conjuntos preliminares de pertinência fotométrica para cada região da grade pela equação abaixo. O resultado final da descontaminação é baseado na quantidade de vezes em que cada estrela foi excluída de cada configuração. As estrelas que foram excluídas 80% das vezes são retiradas da amostra. Estrelas com pertinência $< 30\%$ também são desconsideradas. A amostra final fornece o CMD descontaminado e a probabilidade de pertinência para cada estrela.

$$P_n = \begin{cases} \frac{(N_{aglo+cam} - N_{cam})}{N_{aglo+cam}}, & \text{se } N_{cam} < N_{aglo+cam}, \\ 0, & \text{se } N_{cam} \geq N_{aglo+cam}. \end{cases}$$

Na figura 3.5, mostramos o resultado da descontaminação fotométrica de um dos aglomerados de nossa amostra, BS 196. Nos três gráficos, da esquerda para a direita, é mostrado, no primeiro, todas as estrelas dentro da região do raio do aglomerado, o que inclui as estrelas do aglomerado e as estrelas de campo; no segundo, são mostradas as estrelas de uma região do campo adjacente a ser usado na comparação; e por último, é mostrado o resultado final da descontaminação com a escala de pertinência ao lado direito do CMD descontaminado. É possível notar que regiões que aparecem no primeiro e segundo gráficos indicam que aquela região no CMD caracteriza um grupo de estrelas de campo.

3.3 Determinação dos parâmetros astrofísicos via ajuste de isócronas

As isócronas são curvas teóricas construídas a partir de modelos de evolução estelar representando estrelas com mesma idade e metalicidade no CMD. O ajuste de isócronas para um aglomerado de estrelas nos fornece uma estimativa dos parâmetros astrofísicos do objeto, pois considera-se que as suas estrelas nasceram aproximadamente na mesma época e

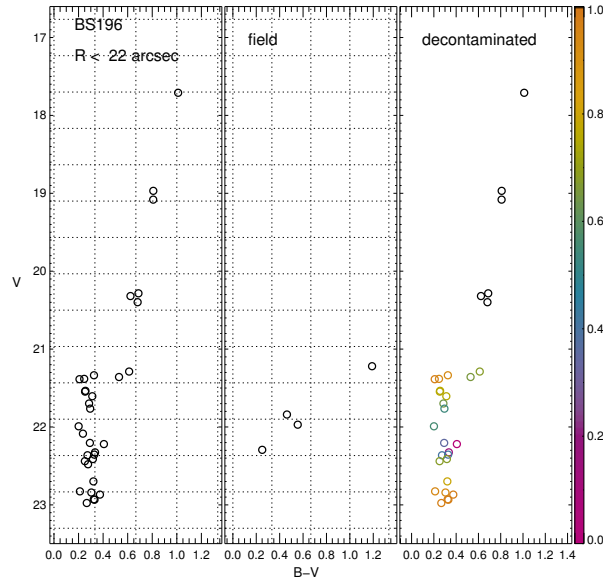


Figura 3.5: Descontaminação e pertinência das estrelas do aglomerado BS 196. Esquerda: CMD de todas as estrelas dentro da região de raio $< 25''$, ou seja, estrelas do aglomerado + estrelas de campo; Centro: CMD das estrelas de um campo adjacente. Direita: CMD descontaminado de estrelas de campo e a graduação de cores ao lado indica a probabilidade de pertinência para as estrelas no CMD, sendo a cor preta a maior probabilidade de pertinência. As células da grade na figura correspondem a uma das 729 configurações.

na mesma nuvem molecular. Dessa forma, as estrelas de um aglomerado possuem aproximadamente a mesma idade e são constituídas do mesmo material químico levando a uma mesma metalicidade, estando todas as estrelas a uma mesma distância da Terra. Como as estrelas tem a mesma idade e metalicidade, são as diferentes massas que regem os estágios evolutivos.

Nosso ajuste de isócronas será realizado à mão, e consiste em superpor uma isócrona teórica sobre a posição das estrelas do aglomerado descontaminado de estrelas de campo no CMD. A posição da isócrona no CMD determina a distância, a idade, a metalicidade e o excesso de cor. Deve ser levado em consideração a presença de estrelas binárias não-resolvidas e a pertinência das estrelas ao aglomerado. As estrelas binárias não-resolvidas de mesma massa são estrelas que estão deslocadas verticalmente de $0,75$ mag no CMD em direção às magnitudes mais brilhantes. Tais estrelas de mesma massa possuem a mesma luminosidade e por não serem resolvidas, é interpretado que as duas são uma única estrela com o dobro do valor da luminosidade de uma das componentes. Assim, o aumento de brilho em relação a uma componente de mesma magnitude será de $2,5\log(2)$ mag ($\sim 0,75$ mag).

Um efeito sobre as magnitudes muito importante é a extinção interestelar, que é devido

ao meio interestelar das galáxias. Os fótons de comprimentos de onda da ordem do tamanho dos grãos de poeira do meio interestelar tendem a ter maior interação com os grãos (de acordo com a dependência no comprimento de onda por λ_{-1}). A faixa do azul do espectro eletromagnético é mais espalhada do que a vermelha.

No processo do ajuste de isócronas, a isócrona teórica (que está em magnitude absoluta) é deslocada verticalmente no CMD (que está em magnitude aparente). Esse deslocamento é o módulo de distância, que é dado por

$$V_0 - M_V = -5 + 5 \log(d), \quad (3.5)$$

onde V_0 é o valor de magnitude aparente intrínseco, M_V é a magnitude absoluta da isócrona e d é a distância entre o objeto e o observador em parsec. O valor de magnitude aparente medido necessita ser corrigido pela relação de extinção (3.6) para o filtro V para que seja possível realizar o ajuste, pois a magnitude da isócrona é intrínseca.

$$A_V = R_V E(B - V), \quad (3.6)$$

onde $R_V=3,09$ (Rieke & Lebofsky 1985) é a razão entre extinção total A_V e seletiva $E(B - V)$, que tem relação com o tamanho e composição química considerado dos grãos de poeira do meio interestelar. E assim, temos a magnitude aparente intrínseca para V :

$$V_0 = V - A_V. \quad (3.7)$$

Substituindo em 3.5 leva a:

$$V = M_V - 5 + 5 \log(d) + 3,09E(B - V), \quad (3.8)$$

sendo $E(B - V) = (B - V) - (B - V)_0$.

No ajuste das isócronas, ao eixo horizontal da isócrona a ser ajustada no CMD do aglomerado, acrescenta-se o excesso de cor

$$(B - V) = (B - V)_0 + E(B - V). \quad (3.9)$$

O deslocamento da isócrona no CMD é dado pelas equações 3.8 e 3.9.

Para determinar o desvio dos parâmetros da isócrona, é plotado no mesmo CMD mais três isócronas englobando os dados de forma a ainda obter um bom ajuste, como na figura 3.6. A idade, a metalicidade e o excesso de cor obtidos para BS 196 foram 4470 ± 820 Manos ($4,5 \pm 0,8$ Ganos), $Z = 0,0008 \pm 0,0002$ e $E(B - V) = 0,02 \pm 0,02$. As estrelas no *turn-off* possuem massa de $\approx 1,04 M_{\odot}$ conforme a isócrona melhor ajustada no CMD. Seus resultados estão de acordo com os resultados obtidos por Bica et al. (2008b), apesar de terem obtido um módulo de distância $(m - M)_{\circ} = 18,95$ e a metalicidade foi $Z = 0,0003$.

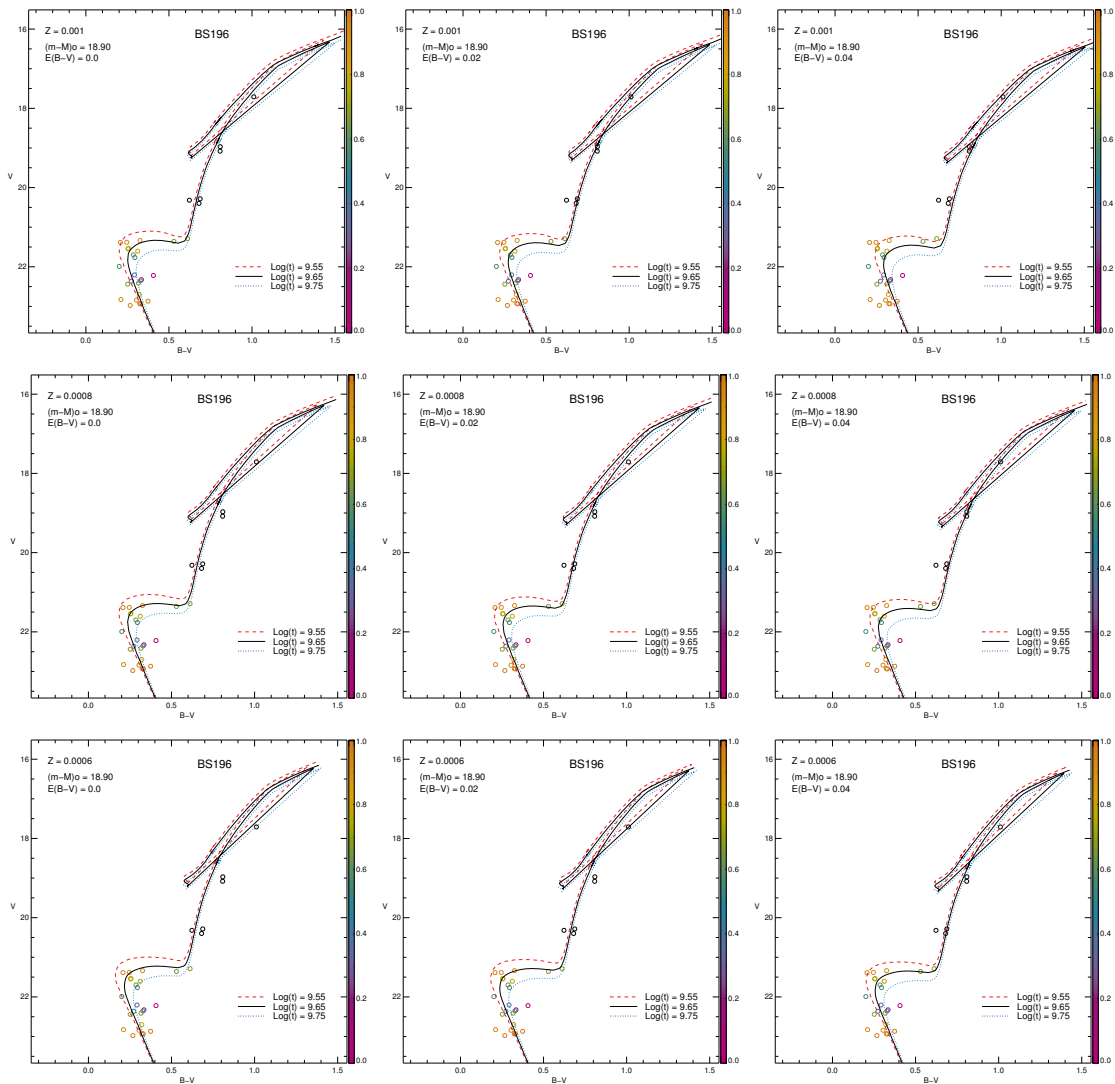


Figura 3.6: Ajuste de isócronas sobre o CMD do aglomerado BS 196.

A presença de binárias nos aglomerados é esperado em consequência de efeitos dinâmicos, e.g. (Angelo 2012). Por esse motivo, as isócronas devem ser ajustadas mais à esquerda da SP no plano do CMD, para levar em conta o efeito das estrelas binárias que se encontram

mais à direita da SP, como pode ser verificado na figura 3.7, onde os resultados do ajuste de isócronas são plotados com o *locus* de binárias de mesma massa não resolvidas.

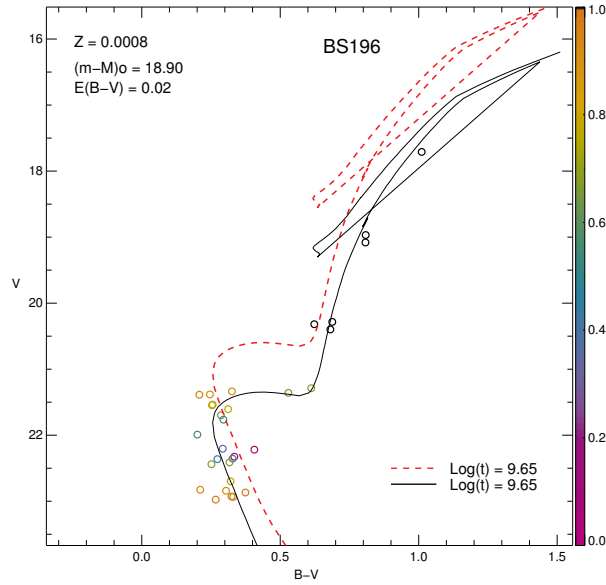


Figura 3.7: Melhor isócrona ajustada (linha contínua) comparada com a mesma isócrona deslocada por 0,75 mag representando a posição de estrelas binárias de mesma massa não resolvidas.

Num CMD, o efeito de extinção faz com que as estrelas se desloquem seguindo o *vetor de avermelhamento*, conforme a componente de excesso de cor dada pela equação 3.9 ao longo da abscissa e conforme a componente de extinção dada pela equação 3.7 ao longo da ordenada, o que torna o deslocamento da isócrona com certa inclinação no CMD.

O avermelhamento que utilizamos foi baseado nos valores obtidos no método de Haschke et al. (2011)¹, os quais são fornecidos pela diferença dos filtros V e I , ou seja, $E(V - I)$. Para manter a coerência deste excesso de cor com a lei de avermelhamento de Rieke & Lebofsky (1985), utilizamos:

$$E(V - I)/E(B - V) = 1,60$$

Logo, o excesso de cor em $E(B - V)$, para o nosso caso, é

$$E(B - V) = 0,625E(V - I). \quad (3.10)$$

Para comparação, também estimamos o excesso de cor por interpolação nos mapas de

¹Os valores de extinção na Pequena Nuvem de Magalhães foram obtidos no site: <http://dc.zah.uni-heidelberg.de/mcextinct/q/cone/form>

extinção de Burstein & Heiles (1982), obtidos dos dados de emissão de HI (21 cm), e de Schlegel et al. (1998) obtidos da emissão de poeira em $100\mu\text{m}$, apesar de se mostrarem saturados para as regiões da barra da PNM (Piatti et al. 2007). Haschke et al. (2011) determinam o excesso de cor na direção de estrelas das regiões onde se encontram os aglomerados. Assim, estes valores (tabela 4.4) foram usados como limite superior para o excesso de cor, cujo valor final adotado vem do ajuste de isócronas.

3.4 Estrutura dos aglomerados

3.4.1 Mapas de Densidade em 2D

Um aglomerado estelar pode ser identificado inicialmente pela sua sobredensidade de estrelas em um campo estelar. Uma forma de analisar essa sobredensidade é construir mapas de densidade de estrelas. Nestes mapas, é possível perceber assinaturas de interação gravitacional num candidato a fusão e entre um par de aglomerados. A densidade estelar é calculada numa área circular de raio de 50 pixels ($7,7''$) ao redor de cada estrela. Os valores de densidade são posteriormente interpolados numa grade uniforme com resolução de 64 pixels ($\approx 10''$), e são representados num mapa de contorno, onde cada nível caracteriza a mesma densidade de estrelas. Na figura 3.8 está mostrado o mapa do aglomerado BS 196.

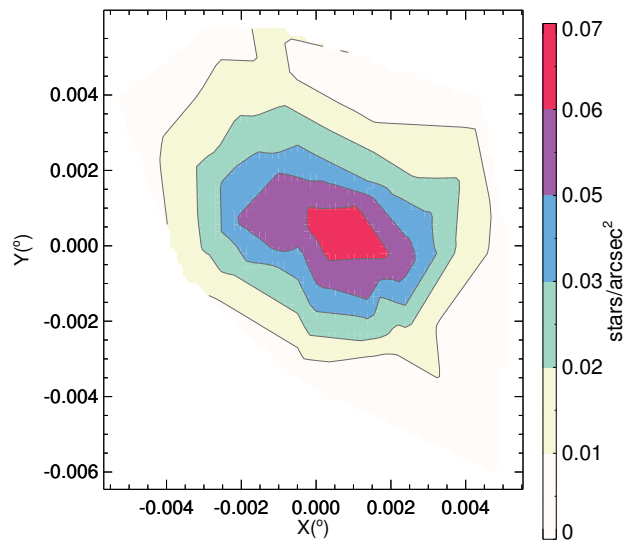


Figura 3.8: Mapa de densidade do aglomerado BS 196. As diferentes cores indicam diferentes densidades de estrelas conforme a barra de cores.

3.4.2 Perfil de Densidade Radial (RDP)

A análise de perfis de densidade estelar radiais (RDP) projetados podem fornecer propriedades estruturais dos aglomerados. O RDP pode ser ajustado por modelos analíticos descritos por funções com parâmetros ligados à estrutura do aglomerado. Tal ajuste está descrito em 3.4.3.

O RDP precisa ser construído a partir de um centro bem determinado para que se obtenha um perfil radial representativo da estrutura do aglomerado. Ele é derivado da medida da densidade de estrelas em anéis consecutivos circunscritos à coordenada central. Porém, é útil para a análise combinar RPDs obtidos pela superposição de vários RDPs de anéis com largura (*bin*) variável. Isto garante que todas as regiões do aglomerado sejam melhor amostradas: anéis mais estreitos servem para investigar a densidade estelar na região central dos aglomerados, e anéis mais largos são úteis para avaliar melhor as regiões mais externas do mesmo. O perfil de densidade final (figura 3.9) é a superposição de RDPs com diferentes larguras dos anéis (*bin*).

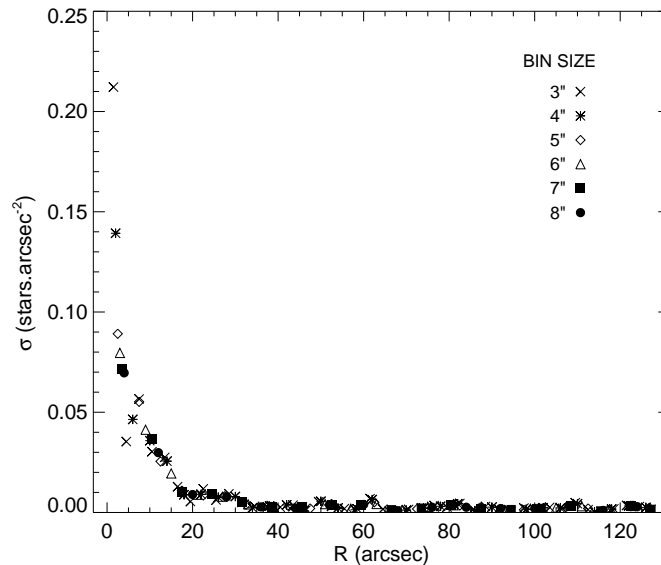


Figura 3.9: RPD a partir de anéis radiais concêntricos de diferentes larguras, para o aglomerado BS 196. A largura dos anéis (*Bin Size*) variam entre 3'' e 8''. A sobredensidade de estrelas do aglomerado em relação ao céu diminui significativamente a partir de 40'' de distância ao centro.

Um procedimento importante antes de realizar o ajuste de uma função analítica ao RDP, é determinar com maior acurácia possível a densidade estelar do céu. Isto porque o ajuste

nas regiões externas do aglomerado é muito sensível a esta quantidade. A densidade estelar do céu é calculada pela média das densidades avaliadas com as mesmas larguras de anéis usadas para o aglomerado, mas numa região distante deste (figura 3.10). Este valor médio será então subtraído do RDP antes do ajuste do perfil analítico.

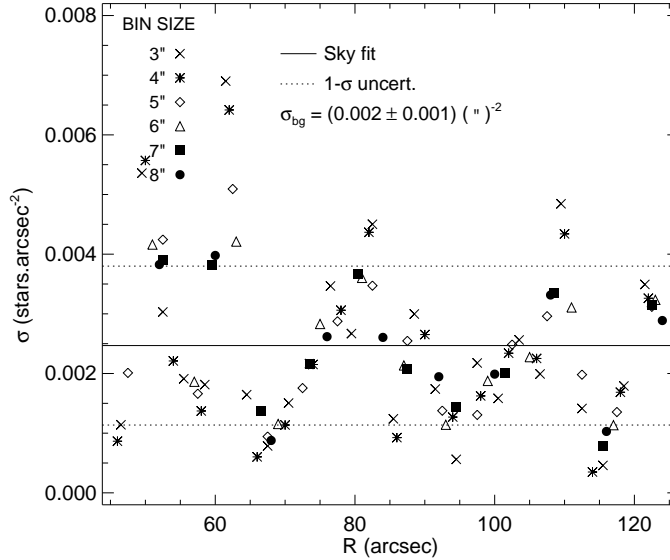


Figura 3.10: RDP para a região do céu adjacente a BS 196, considerada a partir de uma distância ao centro de duas vezes o valor do raio previamente determinado para o aglomerado. A linha contínua representa o valor constante ajustado ao céu (σ_{bg}), e a linha pontilhada representa a incerteza correspondente.

3.4.3 Ajuste do Modelo de King

O perfil analítico para ajustar ao RDP que escolhemos trabalhar corresponde ao modelo de King (1962). O ajuste deste modelo pode ser realizado diretamente sobre o RDP subtraído da densidade do céu. A função analítica que descreve o modelo de King é:

$$f(r) = \sigma_0 \left[\frac{1}{\sqrt{1 + (r/r_c)^2}} - \frac{1}{\sqrt{1 + (r_t/r_c)^2}} \right]^2, \quad (3.11)$$

onde σ_0 representa a densidade estelar máxima no centro do aglomerado; r_c e r_t são, respectivamente, o raio nuclear e o raio de maré do aglomerado. Esta equação é geralmente referida como *função de King de 3 parâmetros*. A determinação do limite gravitacional do aglomerado indicado por r_t depende fortemente da medida da densidade do céu.

No caso de aglomerados compactos, o segundo termo da equação pode ser desprezado

devido a $\frac{r_i}{r_c} \gg 1$, e a região interna destes alvos pode ser estudada com o uso da forma simplificada do modelo de King (*função de King de 2 parâmetros*):

$$f(r) = \frac{\sigma_0}{1 + (r/r_c)^2}. \quad (3.12)$$

Na figura 3.11, está mostrado o ajuste do modelo de King da equação de 2 e 3 parâmetros ao RDP do aglomerado BS 196.

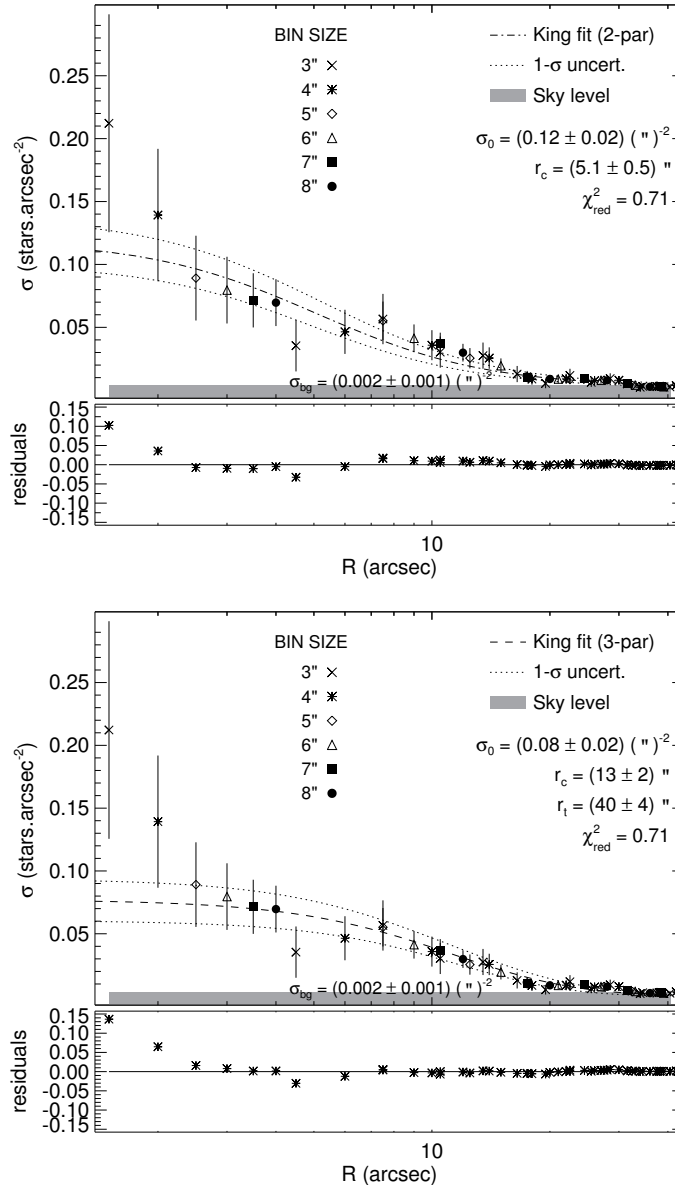


Figura 3.11: Ajuste do modelo de King para ao aglomerado BS 196. As linhas pontilhadas correspondem à incerteza dos parâmetros estruturais, e a faixa cinza representa o nível do céu. Os parâmetros estruturais derivados estão exibidos em cada figura. Os diferentes símbolos indicam os tamanhos dos anéis usados no cálculo da densidade.

O modelo de King fornece uma estimativa dos parâmetros relacionados com a estrutura

do aglomerado desde que este obedeça o teorema do Virial, ou seja, desde que o sistema esteja em equilíbrio dinâmico, não expandindo ou contraindo.

Apesar do modelo de King (1962) ter sido aplicado originalmente ao perfil de brilho superficial de aglomerados globulares da Galáxia, ele apresenta boa correspondência com o RDP de aglomerados da PNM (Hill & Zaritsky 2006). Hill & Zaritsky (2006) mostraram que o modelo de King produz melhores ajustes do que o modelo de Elson et al. (1987), ao analisar 204 aglomerados da PNM. Por essa razão preferimos utilizar o modelo de King para ajustar ao RDP dos aglomerados da nossa amostra.

Neste trabalho aplicamos as duas formas do modelo de King no ajuste do RDP dos aglomerados. Adotamos os resultados do ajuste do modelo de 3 parâmetros quando este convergiu.

Capítulo 4

Análise e Resultados

4.1 Determinação do centro dos aglomerados

A determinação do centro de um aglomerado é importante porque é necessária para fazermos a análise do CMD e utilizar esse valor na rotina de descontaminação de Maia et al. (2010), que será explicada na próxima seção. Neste processo de determinar o centro, obtivemos: (i) o limite de completeza fotométrica das imagens, pois na maioria dos casos as observações não são completas para as estrelas de brilho mais fraco; (ii) a magnitude limite na qual é possível obter um melhor contraste entre as estrelas da região do aglomerado e o campo; e (iii) o tamanho estimado dos aglomerados.

O limite de completeza foi obtido pelos histogramas mostrando a variação do número de estrelas com a magnitude para cada aglomerado estão na figura 4.1. Nestes histogramas, uma comparação é feita entre a região do aglomerado e o campo restante, que foi considerado como toda a região do *frame* excetuando a região do aglomerado. O *bin* com maior número de estrelas indica a magnitude até a qual a fotometria é completa.

Nosso resultado está na tabela 4.1. Estes valores correspondem ao máximo de magnitude

que poderemos usar na análise dos dados para a região dos aglomerados. Na tabela é mostrado o limite de completiza para a imagem (*frame*) e para a região do aglomerado.

Tabela 4.1: Limite de completiza fotométrica

Região	<i>V frame</i>	<i>B frame</i>	<i>V aglomerado</i>	<i>B aglomerado</i>
K 50	22,3	22,5	21,8	22,0
IC 1611	22,3	22,9	21,8	22,3
IC 1612	22,4	23,1	22,3	22,4
H 86-186	22,4	23,1	22,5	22,8
NGC 376	22,8	22,9	22,6	22,8
NGC 422	23,2	23,4	22,2	22,4
IC 1641	23,2	23,4	21,7	22,2
BS 196	23,1	23,4	23,1	23,3

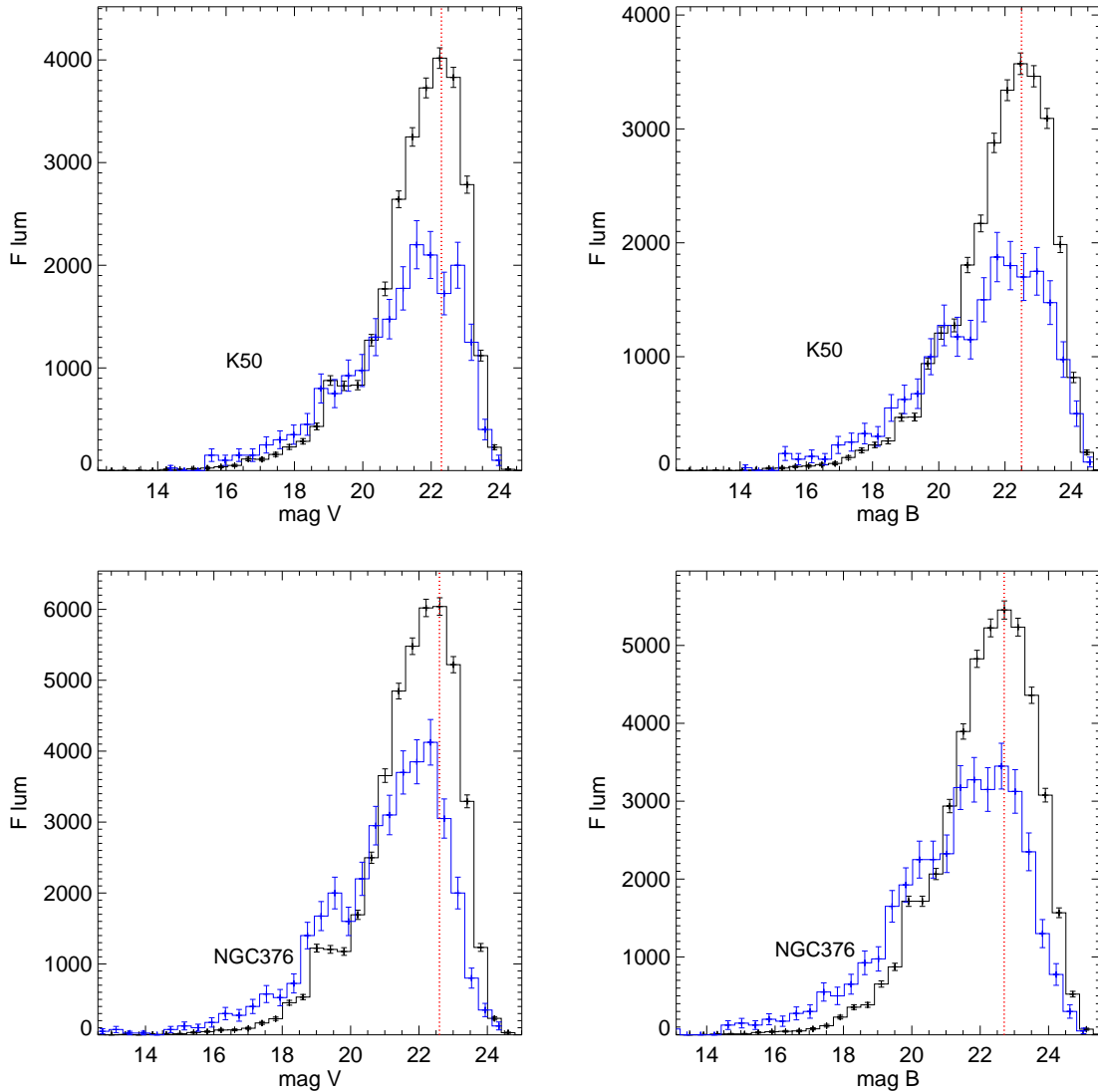
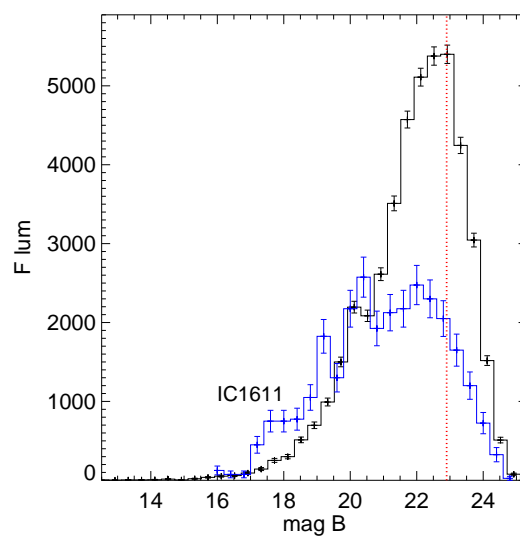
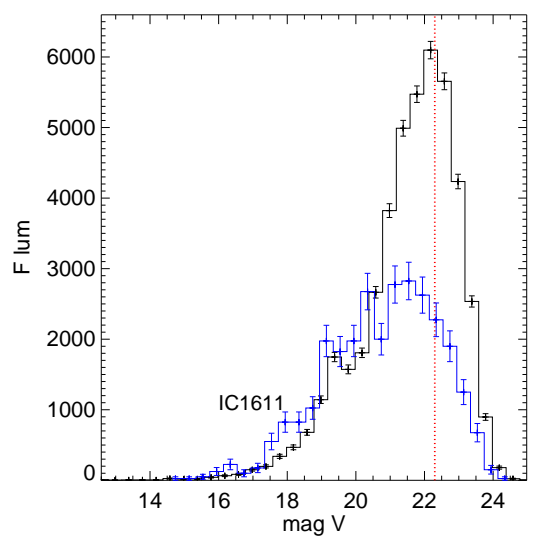
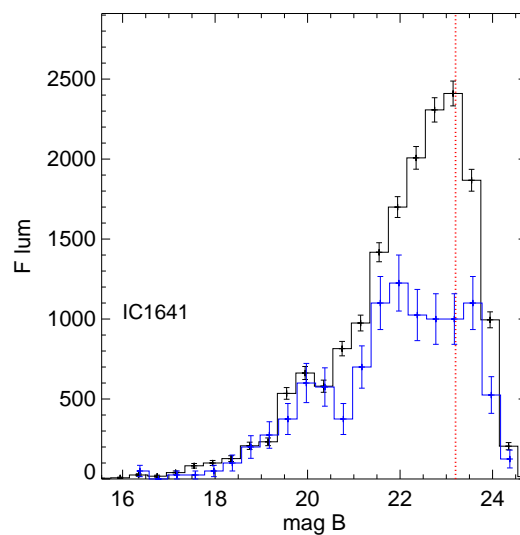
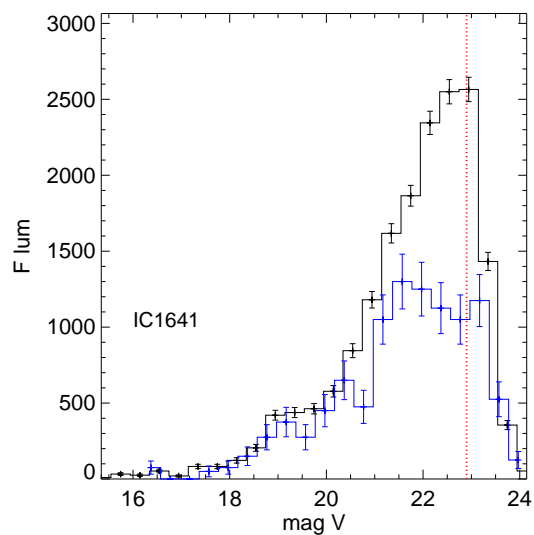
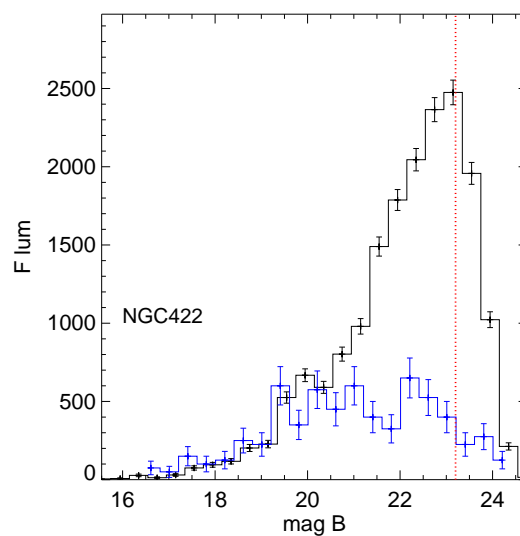
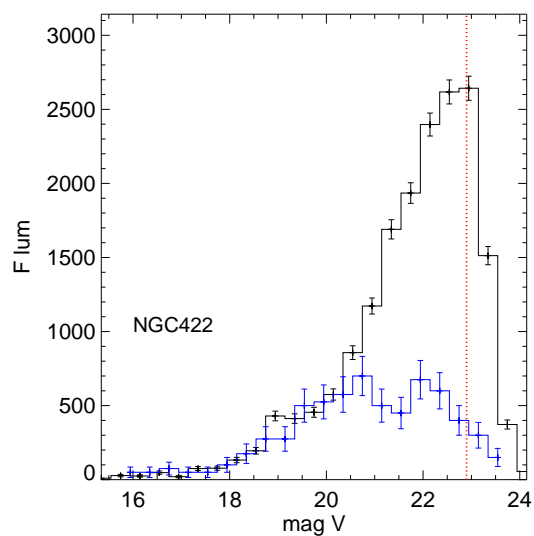
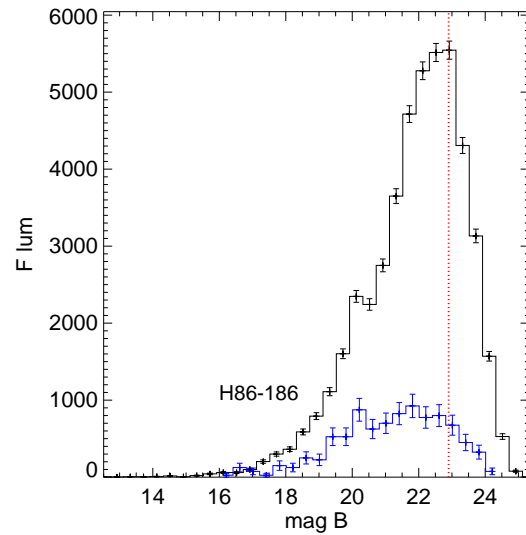
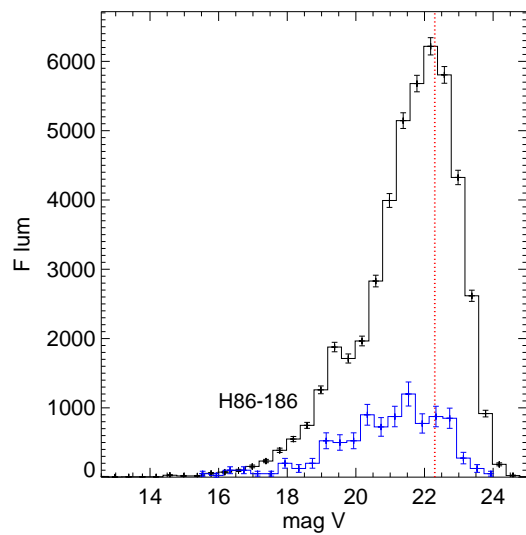
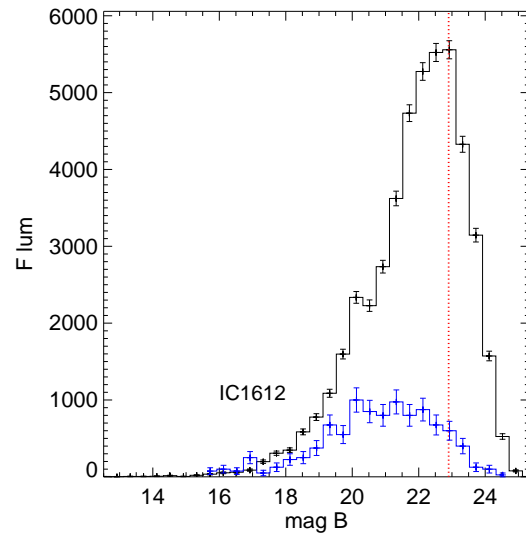
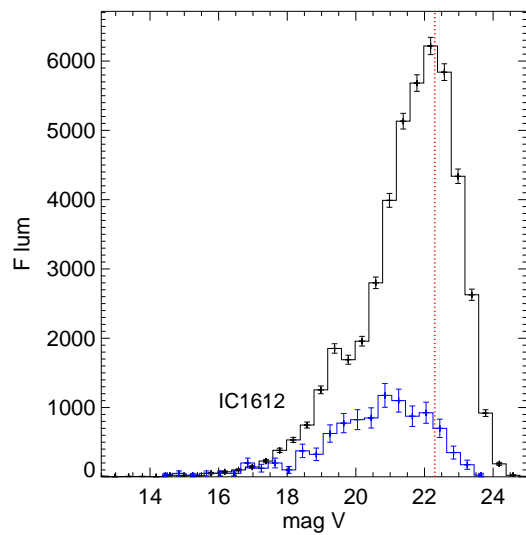


Figura 4.1: Limite de completiza no campo (linha preta) e no aglomerado (linha azul). A quantidade de estrelas de todos os aglomerados foi multiplicada por 10 a fim de tornar seus dados visíveis nos histogramas. **As figuras continuam nas próximas duas páginas.**





Para obter o tamanho dos aglomerados, foram comparadas as quantidades de estrelas no CMD dos aglomerados e no CMD de um campo adjacente. Primeiramente, determinamos a olho um possível centro e tamanho para os aglomerados. Estendemos este tamanho por vários pixels para que pudéssemos incluir a região onde termina o aglomerado e começa o campo estelar.

O formato da área escolhida englobando cada aglomerado foi a de um quadrado. Preferimos proceder desta forma para manter o formato da área para todos os aglomerados, pois IC 1612 e H 86-186, por estarem muito próximos no plano da imagem, foram delimitados por uma reta. Isto também facilita a construção do histograma ao longo das posições x e y da imagem. Por outro lado, na etapa de descontaminação a área usada foi circular e próxima dos limites destes quadrados (figura 4.3).

Achamos razoável estabelecer que o tamanho dos aglomerados, ou diâmetro limite, seria de duas vezes a largura a meia altura ($FWHM$) da gaussiana ajustada. A extensão foi determinada criando uma média do valor do $FWHM$ de cada aglomerado no eixo x e y das imagens. A figura 4.2 mostra os histogramas com o ajuste gaussiano e também a linha azul mostrando o tamanho escolhido para os aglomerados. O diâmetro limite (consequentemente o raio limite) também poderia ser determinado pelo raio de maré do aglomerado (que é o raio limite gravitacional), porém tal raio só será obtido posteriormente ao realizar o estudo do perfil de densidade dos aglomerados.

De forma a diminuir o efeito das estrelas de campo os limites de completeza apresentados na tabela 4.1 foram refinados para magnitudes mais brilhantes, as quais maximizam o contraste entre o mínimo de estrelas da região do aglomerado e do campo.

Os resultados obtidos dos procedimentos realizados acima estão na tabela 4.2 e o tamanho dos aglomerados está indicado na figura 4.3.

Na figura 4.3, os quadrados tracejados sobre os aglomerados foram as regiões onde realizamos o ajuste gaussiano. Os quadrados na região do campo mostram a localização que escolhemos para o campo estelar de comparação adaptados para o mesmo tamanho do aglomerado. A partir do centro e raio determinados pelo ajuste gaussiano, as áreas circulares foram definidas e utilizadas no método de descontaminação (seção 4.2.1).

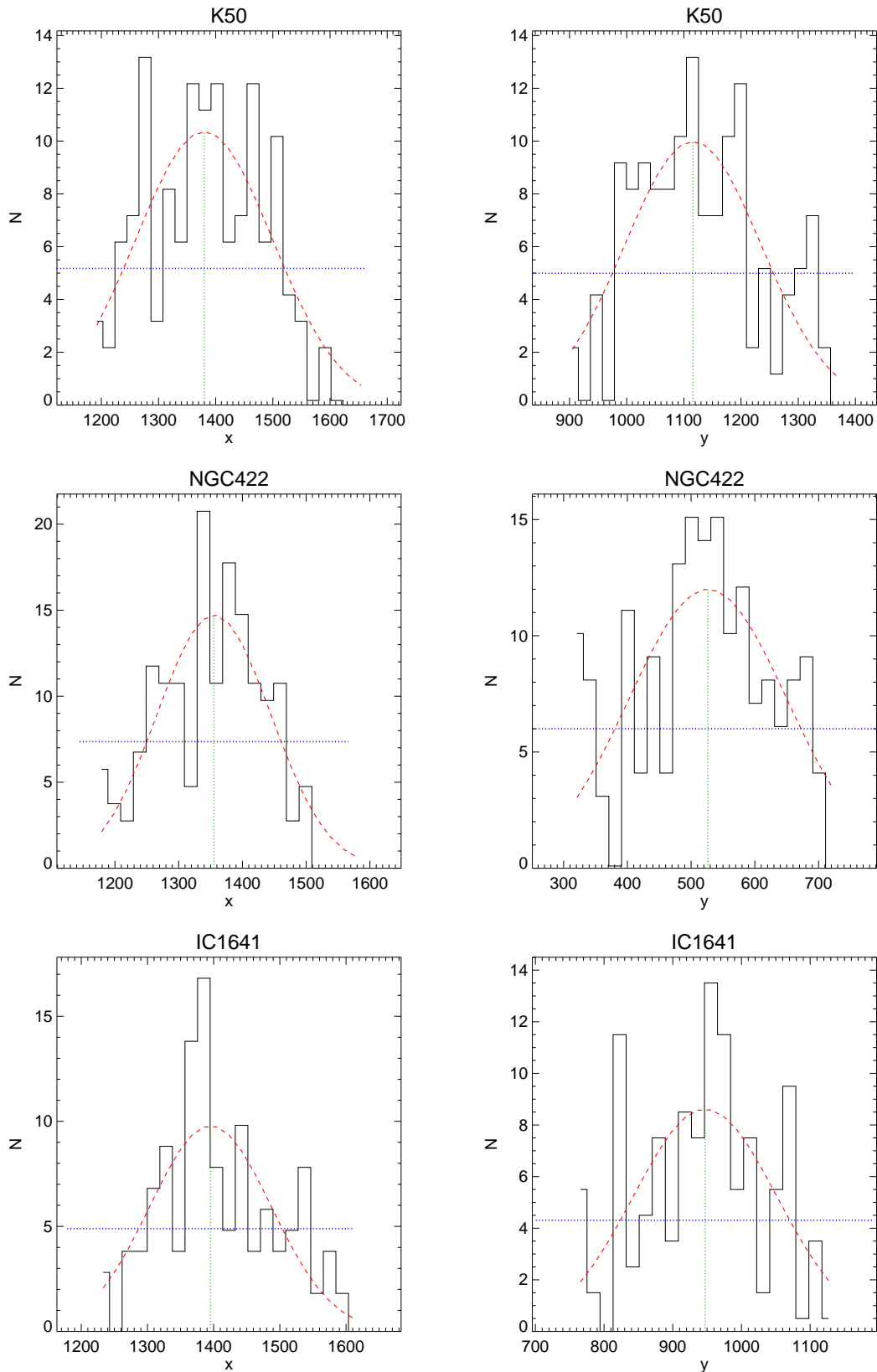
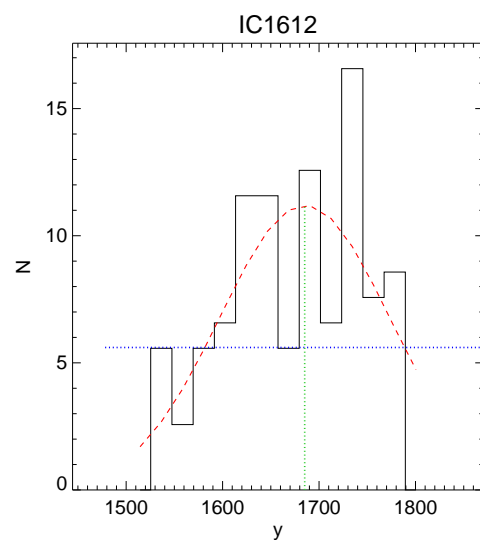
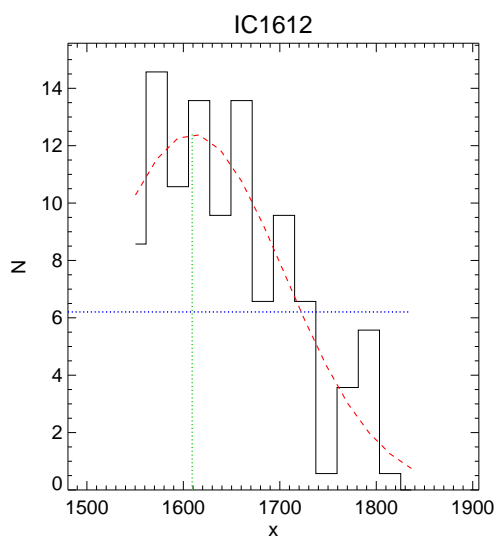
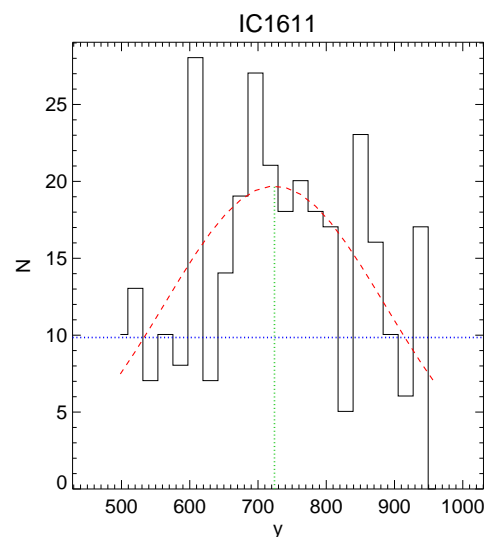
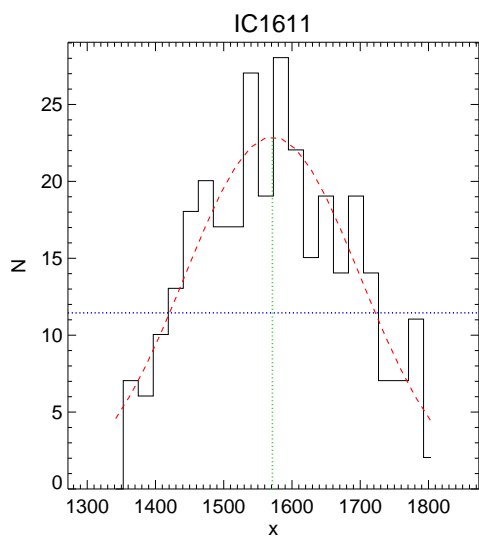
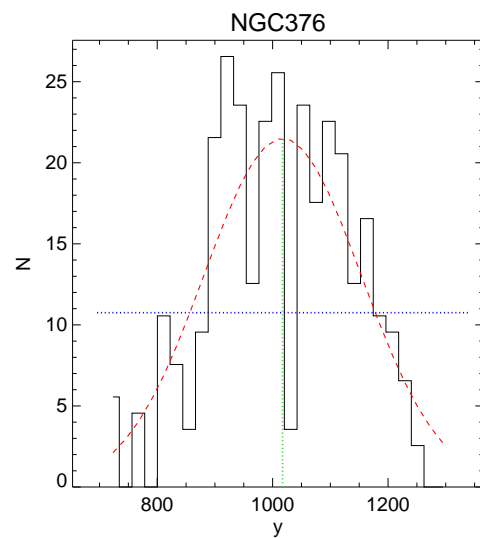
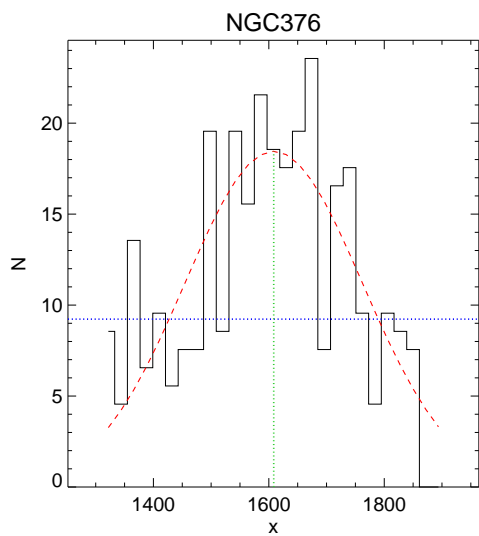


Figura 4.2: Ajuste gaussiano do centro dos aglomerados (linha tracejada vermelha) no eixo x e y das imagens; o tamanho de $2x \text{ FWHM}$, que é o diâmetro escolhido para os aglomerados (linha azul) e a posição do centro da gaussiana (linha verde) também estão indicados. **As figuras continuam nas próximas duas páginas.**



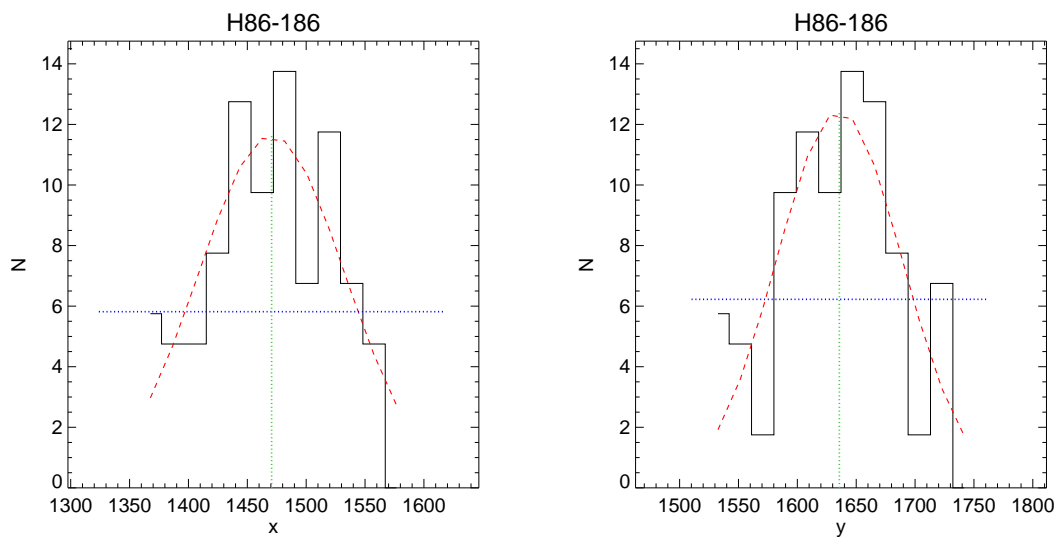


Tabela 4.2: Parâmetros do ajuste gaussiano dos aglomerados

Aglomerado	V limite (mag)	Média de $FWHM$ (pix)	Centro (pix)	
			x	y
IC 1612	21,0	160,8	1630,9	1678,8
H 86-186	21,5	114,1	1463,9	1640,6
NGC 422	21,5	193,8	1369,9	512,4
IC 1611	21,5	263,2	1569,9	731,9
IC 1641	22,0	229,7	1394,3	950,3
K 50	22,0	275,1	1403,5	1112,1
NGC 376	22,0	310,9	1606,1	1013,1
BS 196	22,8	159,5	1279,2	1019,8

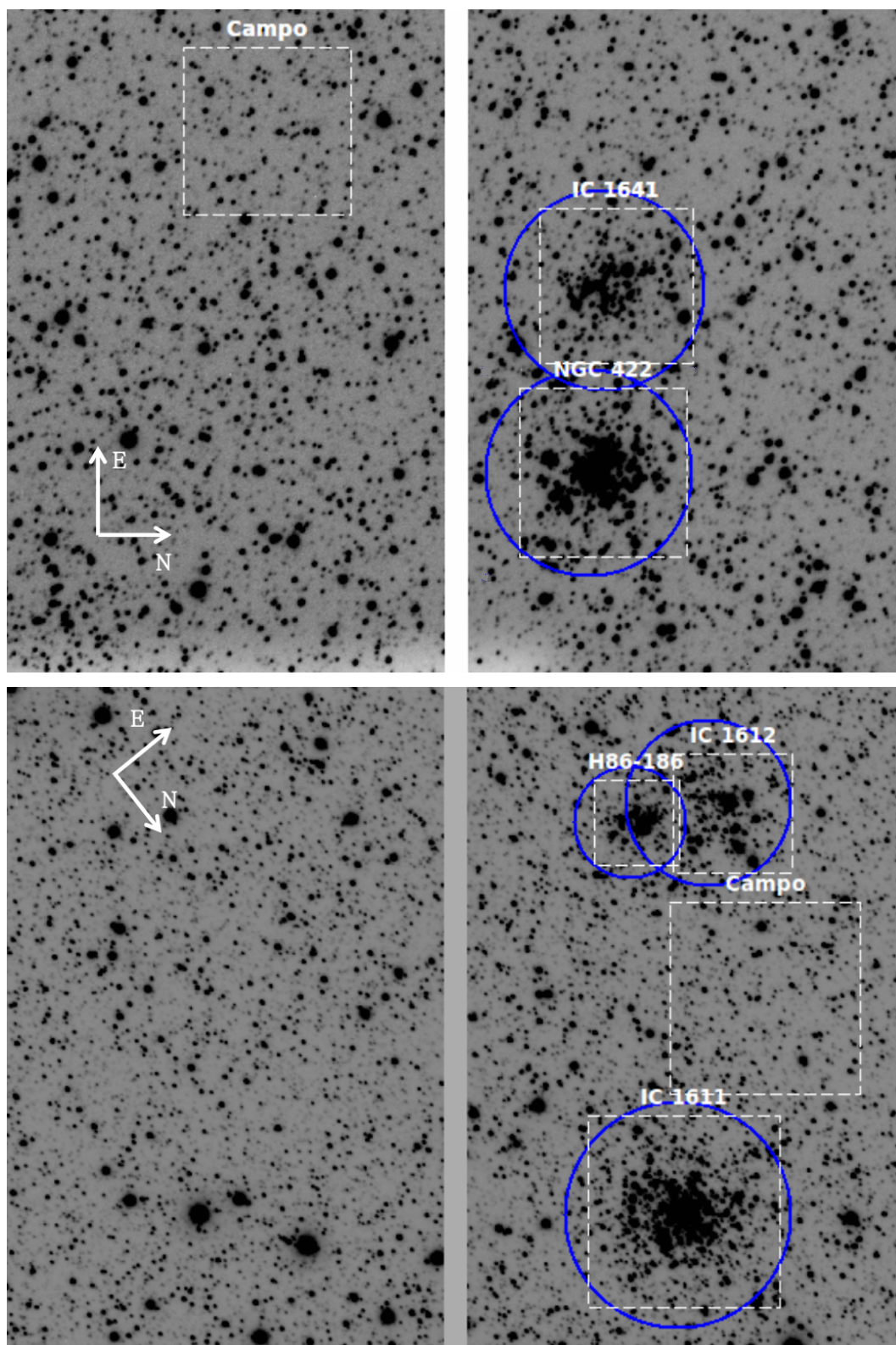
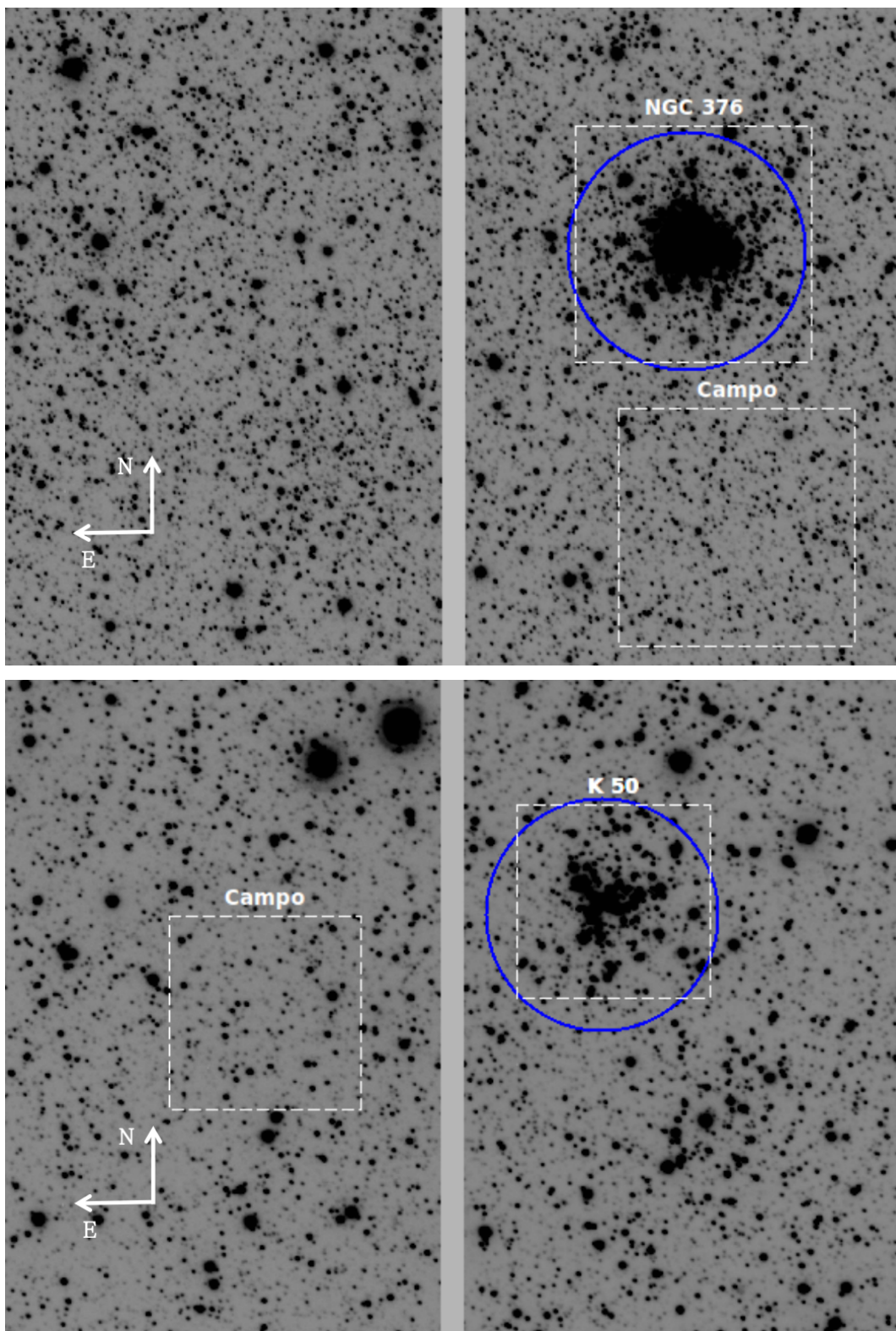


Figura 4.3: Imagens (*frame* inteiro) em B indicando as áreas para determinação do centro e raio dos aglomerados (quadrados). As áreas utilizadas no método de descontaminação (círculos) que foram obtidas do ajuste gaussiano. A faixa clara nas imagens é o gap entre os CCDs. Não estão indicados os aglomerados BS 114 e BS 123, pois serão citados mais adiante no trabalho, nas seções 4.4 (figuras 4.31 e 4.33, respectivamente). **Continua na próxima página.**



4.2 Determinação de idade, metalicidade e excesso de cor

O CMD dos aglomerados apresenta uma sequência principal (SP) e um *turn-off* bem definidos, e dependendo da idade e massa do aglomerado, um ramo de gigantes ou supergigantes. Tais características apresentadas nos fornecem informações importantes sobre os parâmetros físicos dos aglomerados. No plano do CMD, a posição das estrelas depende da idade, da metalicidade, do excesso de cor e da distância do aglomerado.

Antes da análise do CMD dos aglomerados, é necessário identificarmos as estrelas que pertencem ao campo, as quais contaminam a nossa amostra. Assim, para descontaminar nossa amostra, usamos o método estatístico descrito na seções 2.2 e 4.2.1. E somente após realizarmos esse procedimento fizemos o ajuste de isócronas no CMD.

4.2.1 Descontaminação fotométrica do CMD

Na aplicação do método de descontaminação (seção 2.2) os dados fotométricos foram restritos a partir de um corte de magnitude determinado pelo limite de completeza, que inclui magnitudes com incertezas abaixo de 0,1 mag para todos os aglomerados (figuras 2.12 e 2.13). Adotamos o mesmo tamanho inicial das células de magnitude e cor no CMD para todas as amostras a serem descontaminadas conforme $\Delta(B - V) = 0,5$ mag e $\Delta V = 0,7$ mag. Estes valores garantem que os erros fotométricos de nossos dados tenham pouca influência no posicionamento da grade de células no CMD sobre as estrelas.

No processo de descontaminação, um dos parâmetros necessários é o raio do aglomerado, e por isso foi determinado antes de aplicarmos a descontaminação. O raio foi obtido nos passos explicados em 4.1 com os resultados apresentados na tabela 4.2 em pixels, e na tabela 4.3 em segundos de arco e em parsecs.

Transformamos em segundos de arco os valores do diâmetro em pixels, usando a escala da imagem conforme a binagem dos CCDs ($1 \text{ pix} = 0,154''$), e depois transformamos em radianos ($1'' = 4,848 \times 10^{-6} \text{ rad}$). Com o valor do diâmetro aparente em radianos pudemos utilizar a equação 4.2, em que d é a distância à PNM em parsecs, e θ é o diâmetro aparente angular do aglomerado em radianos.

$$D = d \tan \theta \quad (4.1)$$

com $\tan \theta \approx \theta$ para $\theta \ll 1$, logo:

$$D = d\theta. \quad (4.2)$$

A distância d da PNM a nós dada pelo módulo de distância de $(m - M)_\circ = 18,9$ (Westerlund 1997), que pela equação 3.5, equivale a $d \approx 60$ kpc.

Tabela 4.3: Parâmetros dos aglomerados

Aglomerado	Raio limite ($''$)	Raio limite (pc)	Estrelas ^a	Membros ^b	% de membros
BS 196	24,6	7,2	37	35	95
H 86-186	17,6	5,1	200	126	63
NGC 422	29,9	8,7	206	163	79
IC 1641	35,4	10,3	173	126	73
IC 1612	24,8	7,2	231	139	60
K 50	42,4	12,4	413	200	48
IC 1611	40,5	11,8	749	374	50
NGC 376	47,9	14,0	1084	362	33

Notas:

^a quantidade de estrelas encontradas na região do aglomerado com raio igual ao indicado na terceira coluna da tabela;

^b quantidade de estrelas determinadas como membros integrantes do aglomerado após aplicada a tarefa de descontaminação.

No caso dos aglomerados H 86-186 e IC 1612, foi necessário utilizar uma separação entre eles. Como é possível ver na figura 4.3, os dois apresentam-se muito próximos. Essa separação foi obtida pela análise dos histogramas dos dois aglomerados.

Os resultados para nossa amostra estão na tabela 4.3, e o resultado da descontaminação está na figura 4.4. A figura mostra, para cada aglomerado, os CMDs da região do aglomerado, do campo e da amostra descontaminada. Nos dois primeiros CMDs está representada uma das configurações da grade usada no processo da descontaminação. O código de cores no último CMD indica a probabilidade de pertinência das estrelas conforme a barra de cores.

4.2.2 Ajuste das isócronas

As isócronas teóricas que utilizamos nos ajustes foram as disponibilizadas pelo grupo de Padova e Trieste chamadas de PARSEC¹ (versão 1.2S) (Bressan et al. 2012; Tang et al. 2014; Chen et al. 2014, 2015), interface *CMD 2.7*. As isócronas são construídas para vários sistemas fotométricos, e incluem as fases mais relevantes da evolução estelar, inclusive a fase

¹PAдова and TRieste Stellar Evolution Code (<http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/cmd>).

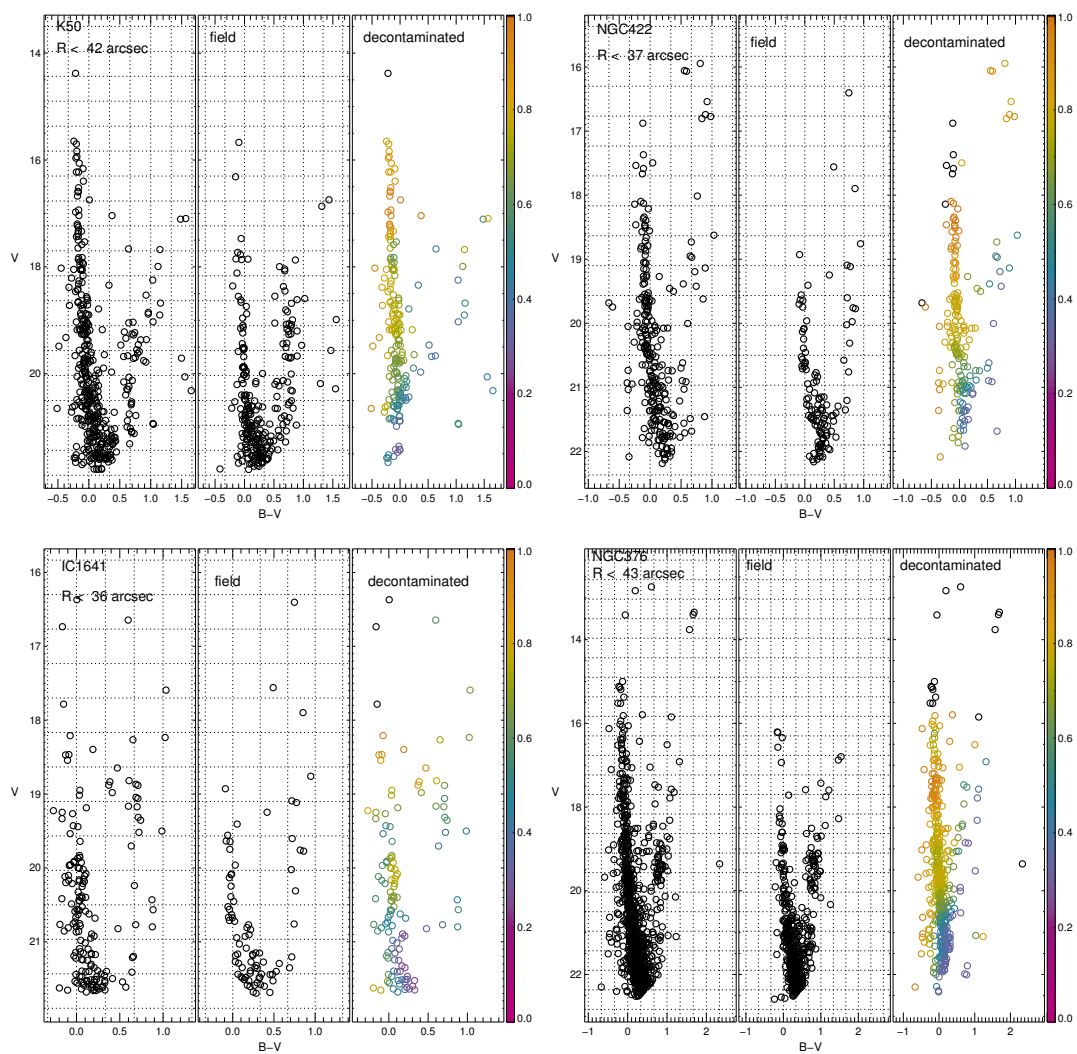
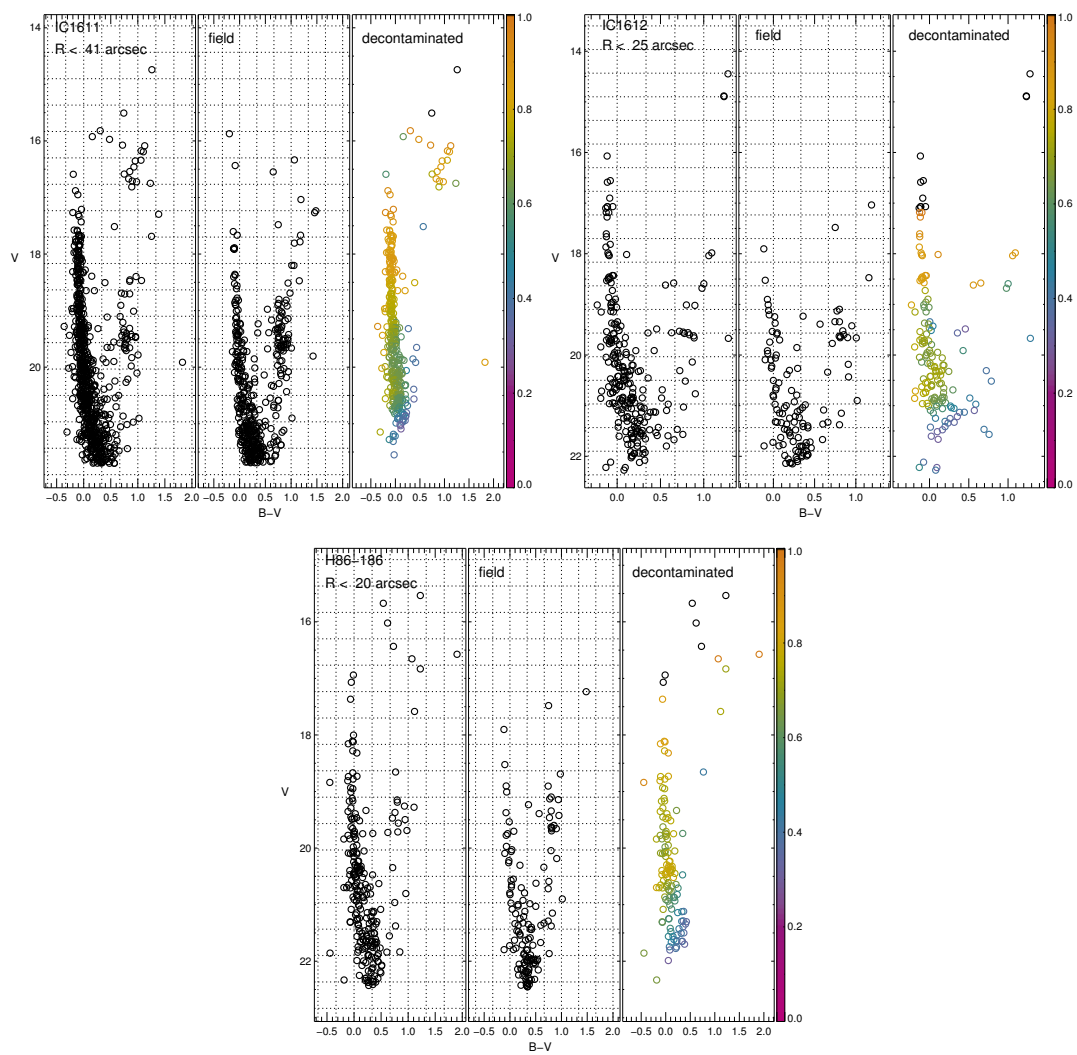


Figura 4.4: Descontaminação e pertinência das estrelas nos aglomerados. Em cada gráfico, o da esquerda e o do centro mostram todos os membros, respectivamente, na região do aglomerado e do campo. O gráfico da direita mostra o resultado da descontaminação. A graduação de cor representa a escala de pertinência dos membros, sendo a cor preta a maior probabilidade de pertinência. *Mais figuras na próxima página.*



de pré-sequência principal. Nosso ajuste será realizado a olho, e para iniciá-lo, a isócrona teórica deve ser alocada no CMD sobre as estrelas do aglomerado de forma a superpor o melhor possível a posição de tais estrelas. A posição da isócrona no CMD depende dos fatores distância, idade, metalicidade e excesso de cor para o aglomerado. E deve-se levar em consideração as estrelas binárias e a probabilidade de pertinência das estrelas.

Inicialmente, nosso ajuste de isócronas foi realizado com as isócronas teóricas obtidas em outubro de 2014 na interface anterior *CMD 2.6* de PARSEC (versão 1.2S). Mas em janeiro de 2015, uma interface mais nova, *CMD 2.7*, foi lançada, em que houve uma mudança nas correções bolométricas, as mesmas usadas em Chen et al. (2014). Ao utilizarmos as isócronas teóricas desta nova interface, o desvio entre os dois conjuntos de isócronas teóricas foi pouco significativo, porém percebemos que houve correções nos valores das massas no *turn-off* para as isócronas de menor idade. Devido a estas novas correções, decidimos utilizar as isócronas teóricas obtidas desta interface mais recente.

O procedimento aplicado para encontrarmos a melhor isócrona teórica que representa cada aglomerado nos CMDs foi interativo. Sobre o plano do CMD em magnitude aparente, escolhemos uma isócrona teórica que se ajustasse melhor aos dados no CMD mantendo sempre fixo o valor do módulo de distância de 18,9 (Westerlund 1997). O excesso de cor sendo inicialmente o valor de $E(B-V)$ dado na tabela 4.4 (quarta coluna) para os respectivos aglomerados. Desta forma, a idade e a metalicidade eram inicialmente os parâmetros livres até obtermos alguma isócrona que estivesse mais ajustada aos dados.

Tabela 4.4: Excesso de cor

Aglomerado	Média $E(B-V)^a$	$E(V-I)^b$	$E(B-V)^c$
BS 196	$0,02 \pm 0,01^d$	-	-
NGC 422	$0,06 \pm 0,01$	$0,03 \pm 0,05$	$0,02 \pm 0,03$
IC 1641	$0,06 \pm 0,01$	$0,03 \pm 0,07$	$0,02 \pm 0,04$
K 50	$0,07 \pm 0,01^*$	$0,05 \pm 0,05$	$0,03 \pm 0,03$
IC 1611	$0,08 \pm 0,01^*$	$0,07 \pm 0,09$	$0,04 \pm 0,06$
H 86-186	$0,08 \pm 0,01^*$	$0,07 \pm 0,09$	$0,04 \pm 0,06$
IC 1612	$0,08 \pm 0,01^*$	$0,07 \pm 0,09$	$0,04 \pm 0,06$
NGC 376	$0,09 \pm 0,02$	$0,04 \pm 0,09$	$0,03 \pm 0,06$

Notas:

^a média do avermelhamento de acordo com os mapas de Burstein & Heiles (1982) e Schlegel et al. (1998), porém para as médias com * os valores são apenas de Burstein & Heiles (1982) porque no outro mapa os valores dados estavam relativamente saturados;

^b avermelhamento dado em $E(V-I)$ obtido nos mapas de Haschke et al. (2011);

^c avermelhamento calculado pela equação 3.10 a partir dos valores de Haschke et al. (2011);

^d não há valores disponíveis para BS 196 nos outros mapas, pois está distante da barra da PNM.

Após encontrar uma boa isócrona, ajustamos o valor do excesso de cor. Ao modificar o excesso de cor, algumas vezes foi necessário modificar a idade e/ou a metalicidade para refinar o ajuste.

Para obtermos a incerteza na idade, superpusemos a mais no CMD duas isócronas que se ajustassem de forma a englobar as estrelas ainda produzindo um razoável ajuste considerando-se as incertezas em $E(B - V)$, mas sempre mantendo fixo $(m - M)_\odot$. A idade adotada como resultado final é a média ponderada dessas três isócronas dando peso dois para a isócrona central e peso um para as duas externas. Simultaneamente determinamos a incerteza na metalicidade e no excesso de cor variando esses valores até encontrarmos os limites máximo e mínimo que melhor proporcionavam um ajuste no CMD. No caso do excesso de cor, procuramos manter seu valor dentro da incerteza dada na tabela 4.4.

No processo do ajuste, consideramos mais relevantes os dados com maior pertinência no CMD, ou seja, os que possuem maior probabilidade de pertencer estatisticamente ao aglomerado e não ao campo de estrelas. Consideramos que existe a presença de estrelas binárias não resolvidas nos aglomerados, o que é esperado principalmente nos de maior idade devido aos processos dinâmicos, e.g. (Angelo 2012). A presença de estrelas evoluídas no CMD gera um vínculo importante no ajuste das isócronas, pois ajuda a determinar a forma da isócrona e portanto a idade e metalicidade.

A seguir, apresentamos o resultado dos ajustes das isócronas na tabela 4.6 e nas figuras 4.5 a 3.6.

K 50

A idade, a metalicidade e o excesso de cor obtidos para K 50 (figura 4.5) foram 16 ± 7 Manos, $Z = 0,006 \pm 0,003$ e $E(B - V) = 0,07 \pm 0,03$. As estrelas mais massivas de K 50, no *turn-off*, tem massa de $13,15 \pm 0,09 M_\odot$ conforme a isócrona melhor ajustada no CMD. Comparando com os outros aglomerados da amostra, ele é o mais jovem e não contém estrelas supergigantes. Isso é devido ao processo de formação estelar regulado pela função de massa, onde o número de estrelas massivas é pequeno para um aglomerado pouco populoso (193 estrelas com $V < 20,5$, tabela 4.3). De fato, quando comparado com NGC 376, de idade similar (ver figura 4.6) mas mais populoso (354 estrelas com $V < 21$ tabela 4.3), percebe-se a presença de supergigantes.

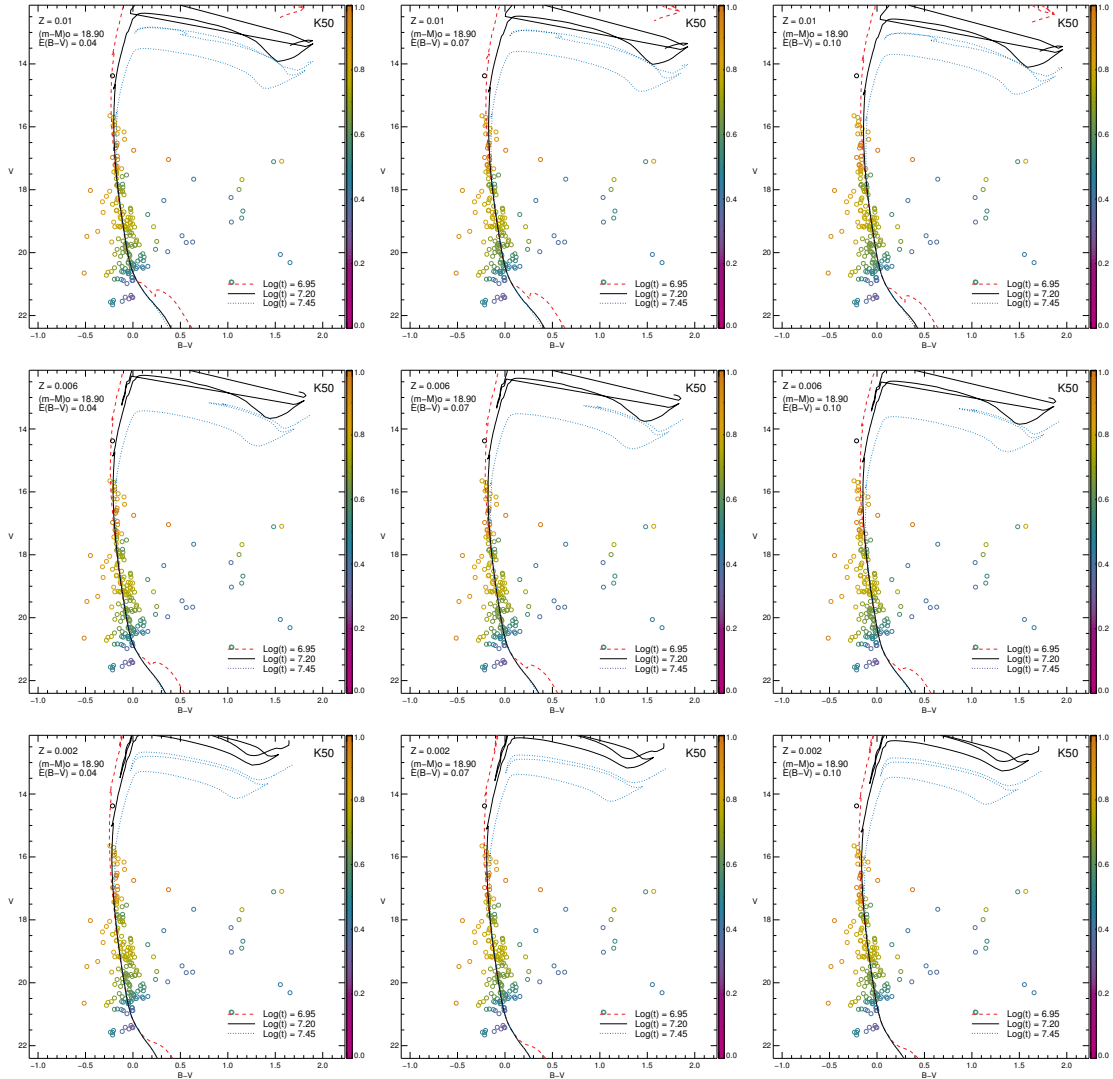


Figura 4.5: Ajuste de isócronas sobre o CMD do aglomerado K50

A idade determinada por Pietrzynski & Udalski (1999), através de ajuste de isócronas de Bertelli et al. (1994), foi 20 ± 5 Manos. Neste estudo eles utilizaram os dados fotométricos em *BVI* do catálogo de aglomerados obtido durante o levantamento de microlentes OGLE-II (*Optical Gravitational Lensing Experiment*) (Udalski et al. 1997). Adotaram metalicidade de $Z = 0,004$, $E(B - V) = 0,06$ e $(m - M)_\odot = 18,65$.

Em Chiosi et al. (2006), a idade determinada foi de ≈ 8 Manos usando ajuste de isócronas de Girardi et al. (2002) sobre o mesmo conjunto de dados de Pietrzynski & Udalski (1999). Neste estudo, os parâmetros adotados foram: $Z \approx 0,008$, $E(V - I) = 0,14$ ($E(B - V) \approx 0,09$) e $(m - M)_\odot = 18,9$.

A idade que determinamos aproxima-se mais daquela determinada por Pietrzynski & Udalski (1999) do que de Chiosi et al. (2006), considerando as incertezas, embora o módulo

de distância que utilizamos seja idêntico ao deste último trabalho. A metalicidade e excesso de cor são similares para o nosso estudo e os da literatura.

NGC 376

A idade, a metalicidade e o excesso de cor obtidos para NGC 376 (figura 4.6) foram 18 ± 2 Manos, $Z = 0,005 \pm 0,002$ e $E(B - V) = 0,08 \pm 0,05$. A massa do *turn-off* é de $12,27 \pm 0,06 M_{\odot}$, conforme a isócrona ajustada ao CMD. Em relação aos outros aglomerados da amostra, este é o segundo mais jovem. E comparando com K 50, como discutimos na subseção de K50, apesar de terem idades similares, NGC 376 apresenta supergigantes.

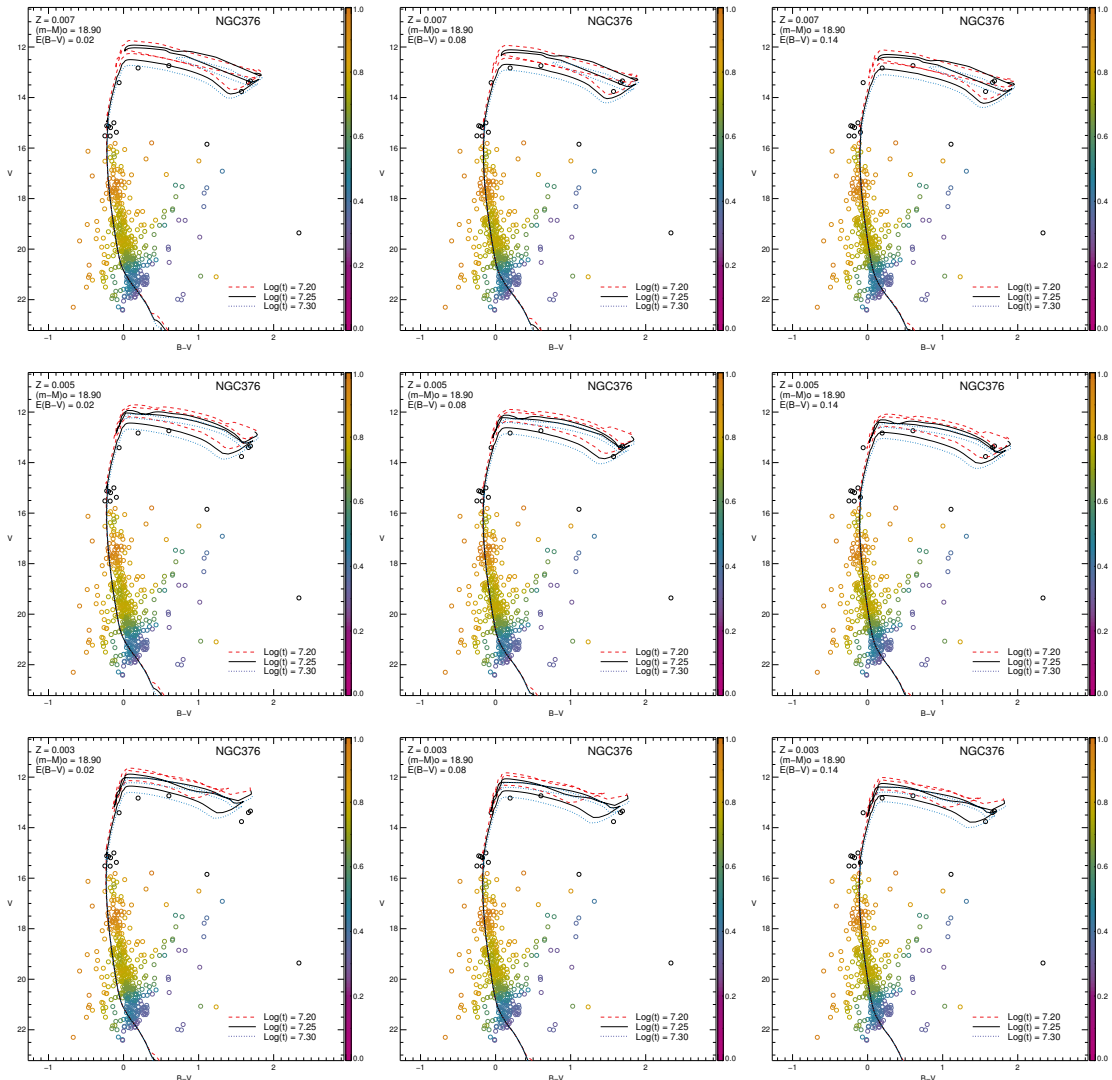


Figura 4.6: Ajuste de isócronas sobre o CMD do aglomerado NGC 376

A idade estimada em Pietrzynski & Udalski (1999), foi de 32 ± 7 Manos. Neste estudo, adotaram metalicidade de $Z = 0,004$, excesso de cor de $E(B - V) = 0,07$ e módulo de

distância de $(m - M)_\circ = 18,65$.

Em Chiosi et al. (2006), a idade determinada foi de ≈ 16 Manos usando ajuste de isócronas de Girardi et al. (2002) sobre o mesmo conjunto de dados de Pietrzynski & Udalski (1999). Eles assumiram a metalicidade de $Z \approx 0,008$, um excesso de cor médio de $E(V - I) = 0,08$ ($E(B - V) \approx 0,05$) e módulo de distância de $(m - M)_\circ = 18,9$.

Em Piatti et al. (2007), a idade estimada foi de 25 ± 10 Manos, pelo ajuste de isócronas de Lejeune & Schaerer (2001). Neste estudo, utilizaram dados fotométricos das bandas CT_1 obtidos no *Cerro Tololo Inter-American Observatory* (CTIO). O módulo de distância utilizado foi de $(m - M)_\circ = 19,0$ e a metalicidade adotada foi de $Z = 0,004$. O excesso de cor utilizado, $E(B - V) = 0,14$, foi obtido baseado nos valores de avermelhamento por interpolação dos mapas de extinção de Burstein & Heiles (1982).

Em de Oliveira et al. (2000b), a idade estimada foi de 20 ± 2 Manos pelo ajuste de isócronas de Padova (Bertelli et al. 1994) com dados fotométricos extraídos do OGLE-II *BVI* (Udalski 1998). O excesso de cor usado foi de $E(B - V) = 0,10$, obtido pelo mesmo ajuste de isócronas.

Em Sabbi et al. (2011), a idade estimada foi de 28 ± 7 Manos, pelo ajuste de isócronas de Padova (Bertelli et al. 2008, 2009). Neste estudo, foram utilizados dados obtidos pela câmera ACS (*Advanced Camera for Surveys*) do *Hubble Space Telescope*. Os valores estimados para o módulo de distância, excesso de cor e metalicidade foram de $(m - M)_\circ = 18,9$, $E(B - V) = 0,08$ e $Z = 0,004$.

A idade, metalicidade, excesso de cor e módulo de distância que determinamos aproximam-se mais daquelas obtidas por Chiosi et al. (2006), considerando as incertezas. A idade e metalicidade determinadas por Piatti et al. (2007) também se aproximam da que determinamos, embora tenha utilizado excesso de cor e módulo de distância superiores aos nossos valores. A discrepância de aproximadamente 10 Manos entre nosso estudo e de Sabbi et al. (2011) vem provavelmente das diferentes versões das isócronas de Padova utilizadas. Todos os outros parâmetros estão de acordo com aqueles obtidos por Sabbi et al. (2011).

IC 1641 e NGC 422

Os aglomerados IC 1641 e NGC 422, são candidatos a aglomerado binário (Bica et al. 2008a). Nossa análise mostrou idade, metalicidade e excesso de cor para IC 1641 (figura 4.7) de

708 ± 130 Manos, $Z = 0,004 \pm 0,001$ e $E(B - V) = 0,02 \pm 0,02$, e conforme a isócrona melhor ajustada a massa no *turn-off* é de $2,16 \pm 0,03 M_{\odot}$. Para NGC 422 (figura 4.8), tais parâmetros são, respectivamente, 126 ± 12 Manos, $Z = 0,003 \pm 0,002$ e $E(B - V) = 0,05 \pm 0,03$, com estrelas no *turn-off* de $m 4,34 \pm 0,10 M_{\odot}$.

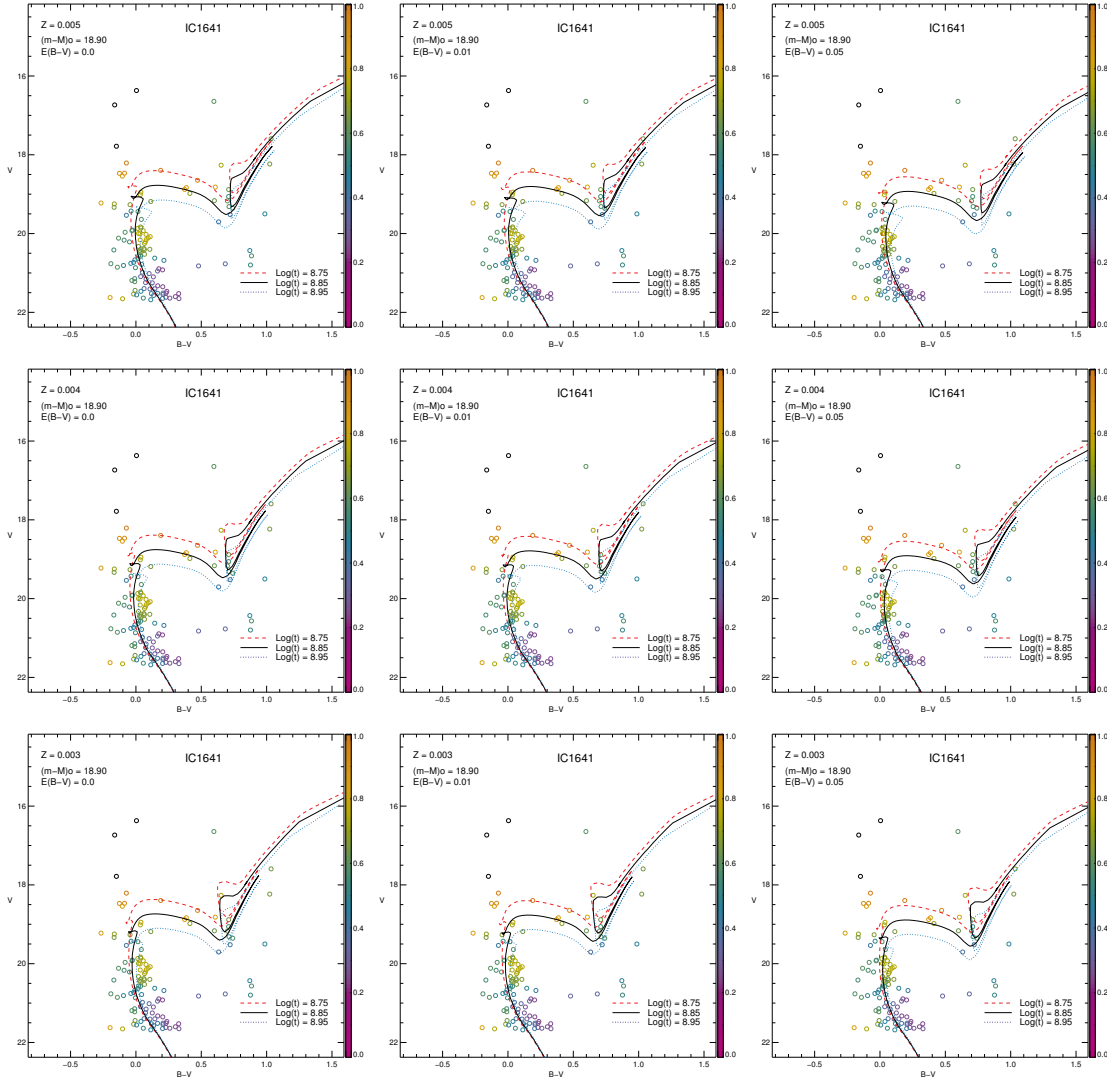


Figura 4.7: Ajuste de isócronas sobre o CMD do aglomerado IC 1641

Em Piatti et al. (2005), a idade de ambos os aglomerados foi estimada em 300 ± 100 Manos. Neste estudo, os parâmetros foram obtidos de um método envolvendo a comparação entre o espectro do aglomerado e espectros médios de aglomerados com parâmetros bem conhecidos. No ajuste dos espectros o valor obtido de excesso de cor para ambos os aglomerados foi de $E(B - V) = 0,03$.

Em Talavera et al. (2007), cujo método utilizado é o mesmo do trabalho anterior, foi analisado apenas IC 1641 deste par e obtiveram a idade de 400 ± 100 Manos e excesso de cor

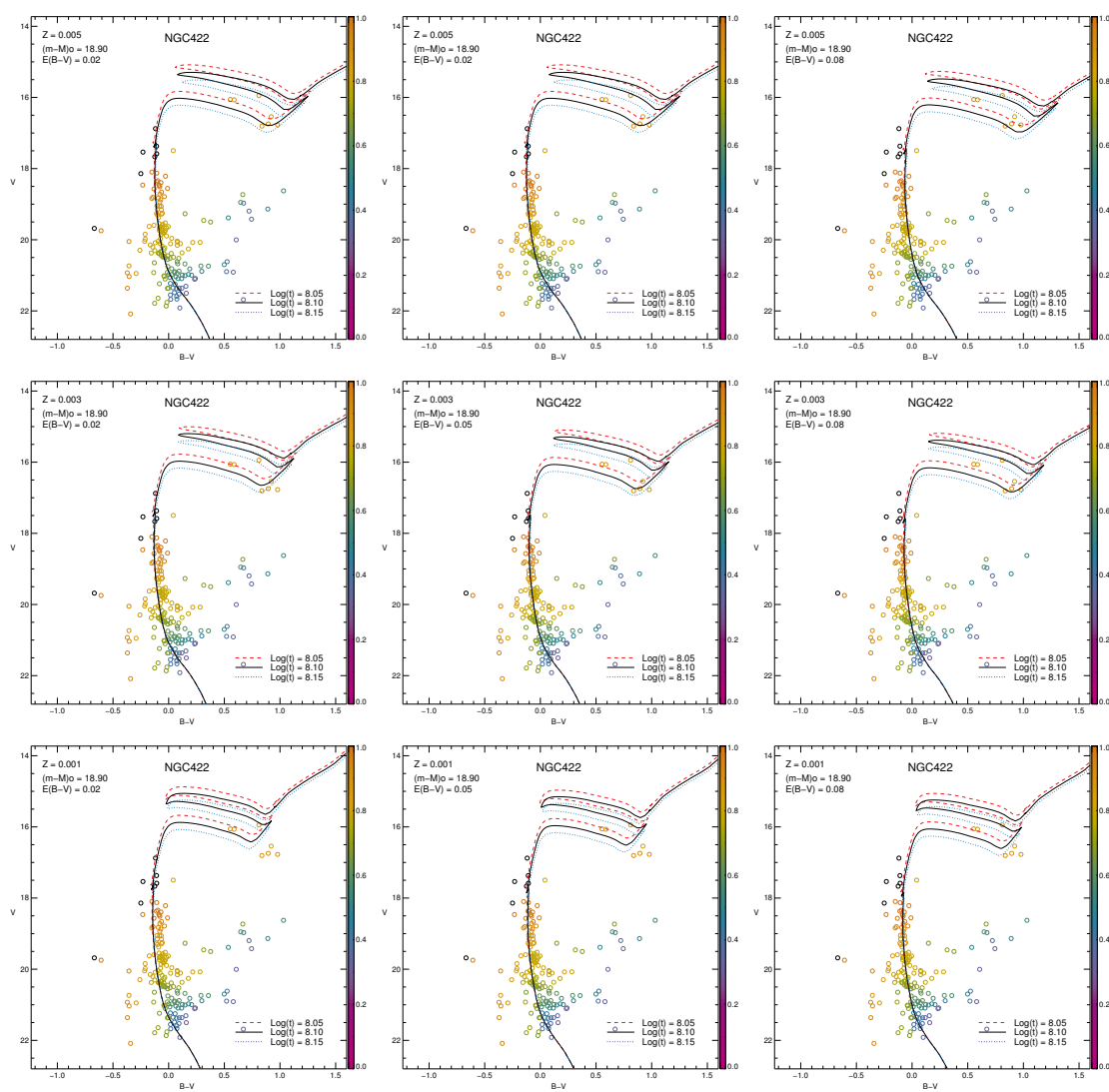


Figura 4.8: Ajuste de isócronas sobre o CMD do aglomerado NGC 422

de $E(B - V) = 0,04 \pm 0,01$.

Estes são os únicos trabalhos na literatura com determinação de idade destes aglomerados, os quais utilizam espectroscopia integrada, que pode ser dominada por estrelas brilhantes não necessariamente pertencentes ao aglomerado. Por isso julgamos que nossa determinação de idade é mais acurada do que a destes trabalhos. Por outro lado, o excesso de cor estimado através da espectroscopia integrada é compatível com o valor que obtivemos.

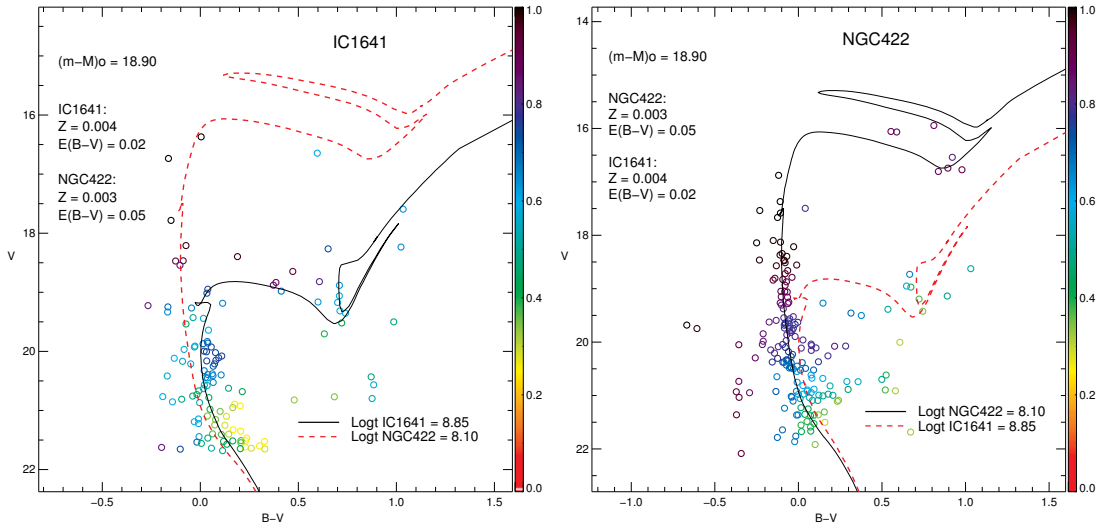


Figura 4.9: Superposição da melhor isócrona de IC 1641 e NGC 422.

Na figura 4.9, superpomos as melhores isócronas ajustadas para os aglomerados IC 1641 e NGC 422, cujas idades correspondem respectivamente a 708 ± 130 Manos e 126 ± 12 Manos. Nota-se que, mesmo após a descontaminação, algumas estrelas anãs brilhantes e supergigantes de NGC 422 aparecem no CMD de IC 1641. O contrário também ocorre: estrelas gigantes de IC 1641 aparecem no CMD de NGC 422. Isso indica que há uma projeção de estrelas de um aglomerado na mesma região do outro aglomerado, não necessariamente indicando que estejam em interação. A diferença na idade, de 580 Manos, sugere que estes dois aglomerados não se formaram em uma mesma região, embora isso não descarte uma captura de aglomerado menos massivo pelo mais massivo.

IC 1611

Em nossa análise, obtivemos a idade de 123 ± 17 Manos, metalicidade de $Z = 0,003 \pm 0,001$ e excesso de cor de $E(B - V) = 0,05 \pm 0,04$ (figura 4.10). A massa no *turn-off* é de $4,39 \pm 0,06 M_{\odot}$, conforme a melhor isócrona ajustada no CMD.

Encontramos na literatura uma maior quantidade de estudos sobre IC 1611 do que dos outros aglomerados da amostra. Em Pietrzynski & Udalski (1999), pelo ajuste de isócronas de Bertelli et al. (1994), foi estimada uma idade de 159 ± 37 Manos. Eles adotaram uma metalicidade de $Z = 0,004$, excesso de cor de $E(B - V) = 0,08$ e módulo de distância de $(m - M)_\circ = 18,65$.

Em de Oliveira et al. (2000b), a idade obtida foi de 100 ± 20 Manos e excesso de cor de $E(B - V) = 0,07$, ambos determinados pelo ajuste de isócronas de Girardi et al. (2002). Neste estudo, o módulo de distância usado foi de $(m - M)_\circ = 18,9$ e metalicidade de $Z = 0,004$; utilizaram os dados fotométricos em *BVI* do catálogo de aglomerados OGLE-II (Udalski et al. 1997), o mesmo usado no trabalho de Pietrzynski & Udalski (1999).

Em Chiosi et al. (2006), a idade determinada foi de ≈ 126 Manos usando as mesmas isócronas e conjunto de dados do trabalho anterior. Neste estudo, os parâmetros adotados foram: $Z \approx 0,008$, $E(V - I) = 0,08$ ($E(B - V) \approx 0,05$) e $(m - M)_\circ = 18,9$.

Piatti et al. (2007) estimaram a idade de 100 ± 40 Manos, pelo ajuste de isócronas de Lejeune & Schaerer (2001), e o excesso de cor adotado foi $E(B - V) = 0,15$, obtido pelos valores de avermelhamento por interpolação dos mapas de extinção de Burstein & Heiles (1982). Nesse estudo, o módulo de distância utilizado foi de $(m - M)_\circ = 19$, e a metalicidade adotada foi de $Z = 0,004$.

E em Talavera et al. (2007), cujos parâmetros foram obtidos de método envolvendo a comparação entre o espectro do aglomerado e espectros médios de aglomerados com parâmetros bem conhecidos, a idade e metalicidade obtidas foram de 130 ± 30 Manos e $E(B - V) = 0,10 \pm 0,02$.

Em relação a todos os parâmetros, idade, metalicidade, excesso de cor e módulo de distância, nosso estudo tem resultados similares aos de de Oliveira et al. (2000b). A idade que determinamos concorda com todos os que foram citados acima, mesmo os estudos de Pietrzynski & Udalski (1999) e de Piatti et al. (2007) tendo utilizado módulos de distância diferentes do que o usado em nosso trabalho.

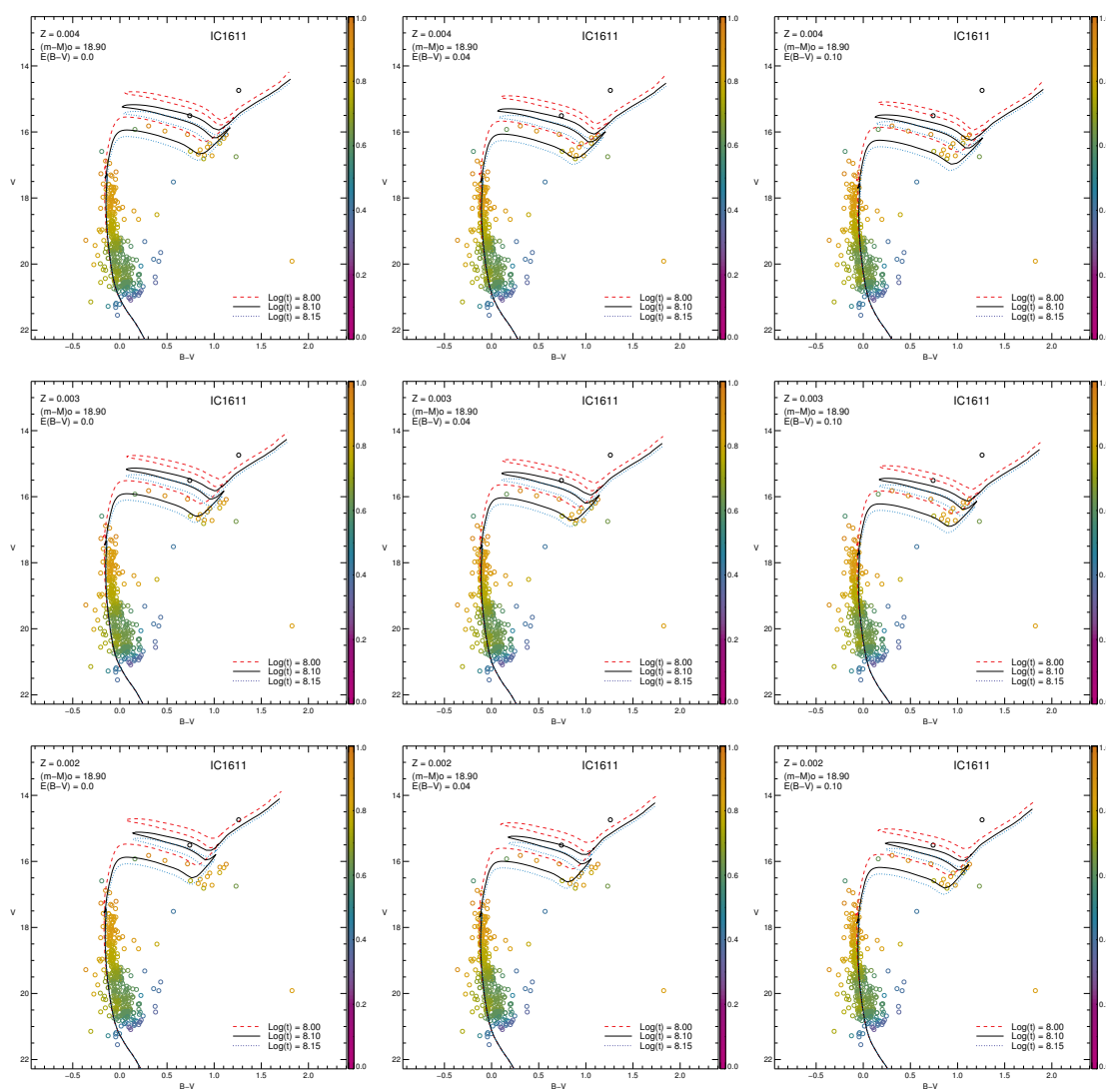


Figura 4.10: Ajuste de isócronas sobre o CMD do aglomerado IC 1611

IC 1612 e H 86-186

IC 1612 e H 86-186 são candidatos a formarem um aglomerado binário (Bica et al. 2008a). Nossa análise (figura 4.11) mostrou que a idade de IC 1612 é de 41 ± 6 Manos. A metalicidade e excesso de cor ajustados foram de $Z = 0,0025 \pm 0,0008$ e $E(B-V) = 0,09 \pm 0,05$. Conforme a melhor isócrona ajustada, a massa no *turn-off* é de $m 7,47 \pm 0,14 M_{\odot}$. Para H 86-186 (figura 4.12), tais parâmetros são, respectivamente, 102 ± 14 Manos, $Z = 0,0085 \pm 0,0012$ e $E(B-V) = 0,09 \pm 0,05$, com estrelas no *turn-off* com massa de $m 4,92 \pm 0,04 M_{\odot}$.

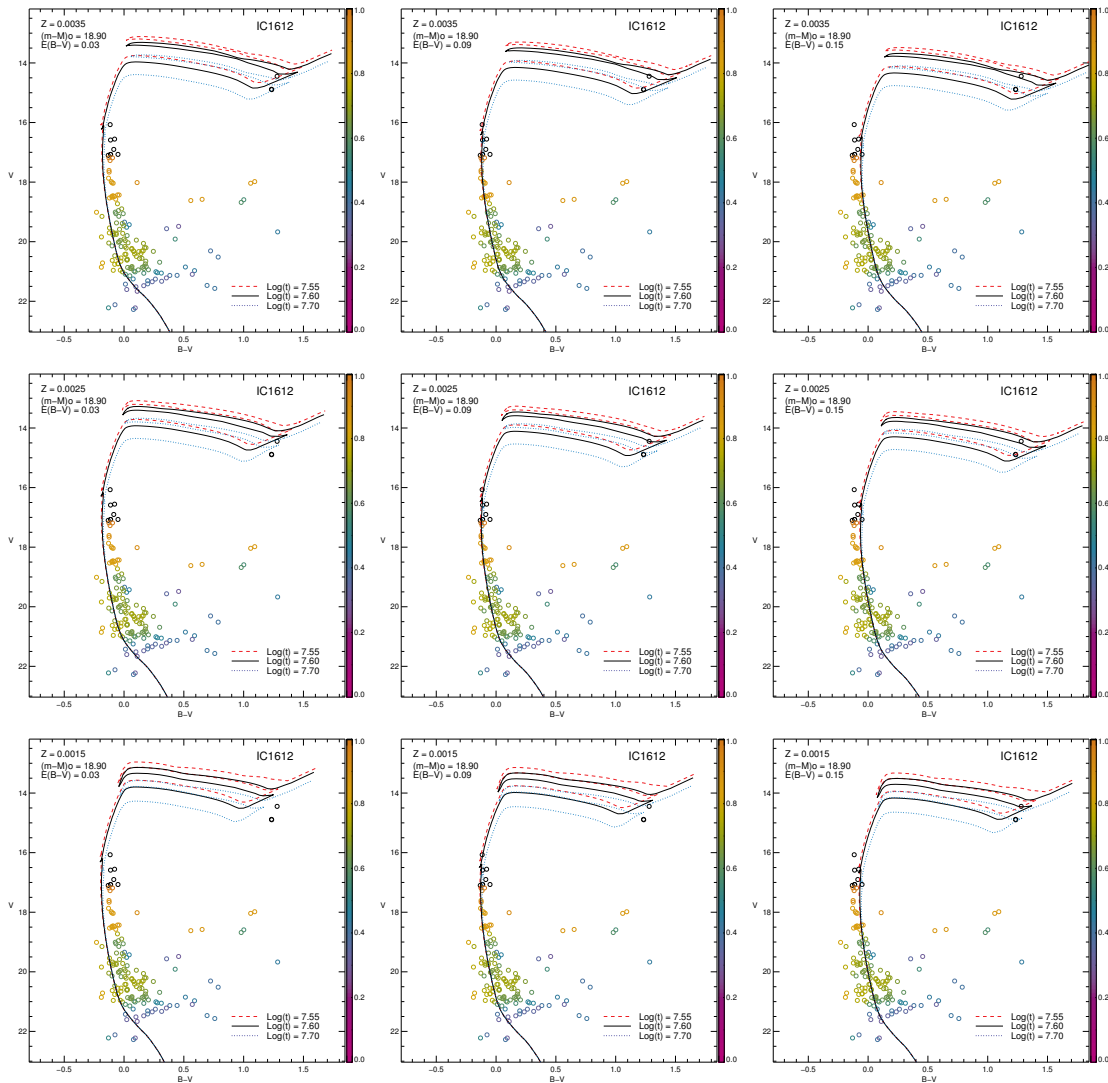


Figura 4.11: Ajuste de isócronas sobre o CMD do aglomerado IC 1612

Em Pietrzynski & Udalski (1999), foi estimada apenas a idade de IC 1612 que foi de 50 ± 23 Manos. Eles adotaram excesso de cor de $E(B-V) = 0,07$, metalicidade de $Z = 0,004$ e módulo de distância de $(m-M)_{\odot} = 18,65$.

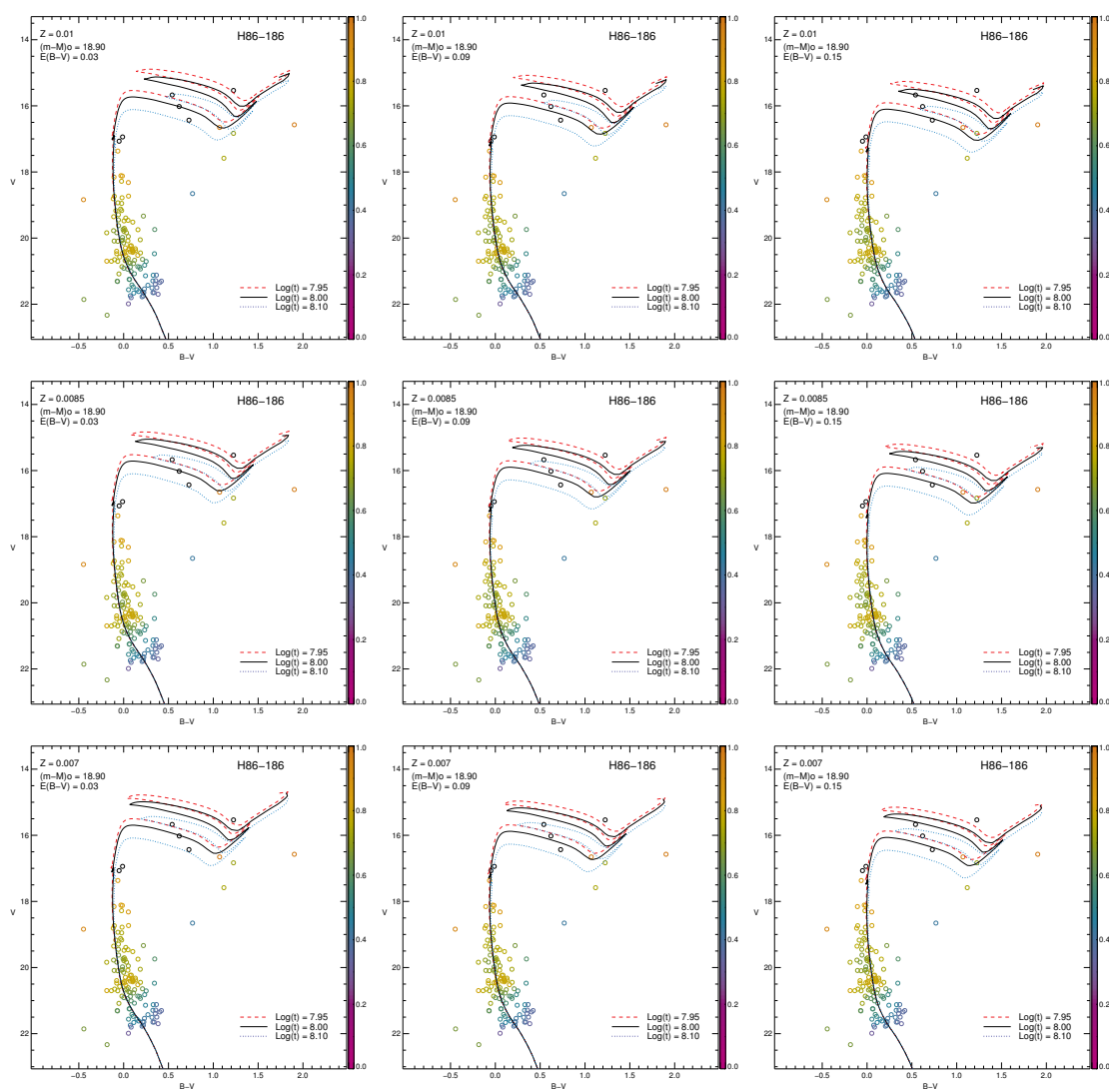


Figura 4.12: Ajuste de isócronas sobre o CMD do aglomerado H 86-186

Já em de Oliveira et al. (2000b), as idades foram obtidas para os dois aglomerados, ambos determinados pelo ajuste de isócronas de Girardi et al. (2002). Para IC 1612, estimaram 100 ± 50 Manos, e para H 86-186, 180 ± 20 Manos. O excesso de cor determinado foi de $E(B - V) = 0,10$ e $E(B - V) = 0,07$, respectivamente. Neste estudo, o módulo de distância usado foi de $(m - M)_\circ = 18,9$ e metalicidade de $Z = 0,004$.

Em Chiosi et al. (2006), a idade determinada para IC 1612 foi de ≈ 100 Manos e para H 86-186 foi de ≈ 126 Manos, usando as mesmas isócronas e conjunto de dados do trabalho anterior. O excesso de cor adotado para ambos foi de $E(V - I) = 0,08$ ($E(B - V) \approx 0,05$), e a metalicidade, também para ambos, foi de $Z \approx 0,008$ e módulo de distância de $(m - M)_\circ = 18,9$.

A idade que determinamos para IC 1612 concorda apenas com o resultado de Pietrzynski & Udalski (1999), considerando a incerteza, apesar do módulo de distância que ele utilizou ser inferior ao que utilizamos. Já a idade que estimamos para H 86-186 está próxima da idade determinada por Chiosi et al. (2006). Ambos os aglomerados contém supergigantes o que restringe significativamente o intervalo de idades das isócronas que podemos ajustar, e portanto julgamos que nosso ajuste é confiável. As discrepâncias encontradas provavelmente são originadas pelos diferentes conjuntos de isócronas utilizados.

4.2.3 Binárias não resolvidas

As isócronas foram deslocadas verticalmente de 0,75 mag em direção às magnitudes mais brilhantes, correspondendo ao *locus* de uma população estelar contendo exclusivamente estrelas binárias não resolvidas de mesma massa. As binárias que não possuem mesma massa ficarão entre o *locus* de binárias e a posição da isócrona original. Isto é mostrado na figura 4.13

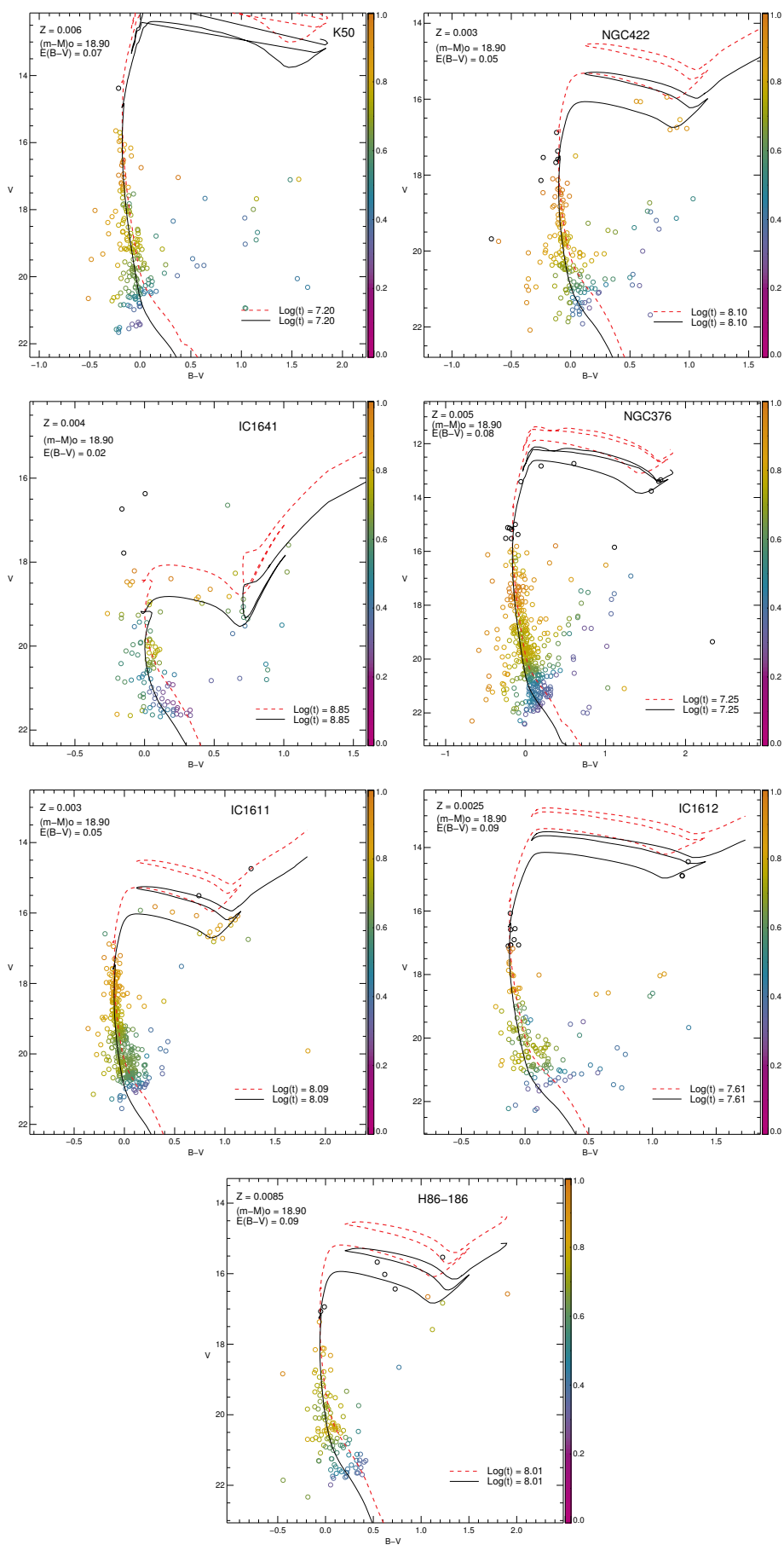


Figura 4.13: Melhor isócrona ajustada (linha contínua) comparada com a mesma isócrona deslocada por 0,75 mag representando a posição de estrelas binárias de mesma massa não resolvidas.

4.3 Mapas de densidade e perfil de densidade radial

Nesta seção, apresentamos a análise da sobredensidade dos aglomerados em relação ao céu em mapas de densidade de estrelas. Tais mapas são explicados no capítulo de metodologia na seção 3.4.1. O RDP também será analisado nesta seção.

de Oliveira et al. (2000b) realizaram um estudo da morfologia de aglomerados da PNM através de mapas de isofotas, incluindo IC 1611, IC 1612, H 86-186 e NGC 376. Ao comparar a estrutura apresentada nos nossos mapas de densidade e nos mapas de isofotas de de Oliveira et al. (2000b), percebemos que as características são semelhantes para os aglomerados em comum. Com isso, seguimos os mesmos critérios de avaliação morfológica desse estudo para classificar os aglomerados da nossa amostra:

- par separado, mas com distorções (classe S);
- membros do par conectados por uma "ponte de estrelas" (classe C);
- membros do par embebidos numa mesma densidade de estrelas (classe E).

Na tabela 4.8 apresentamos a classificação morfológica para os objetos da amostra com base nos mapas de densidade analisados nas próximas seções.

Os dados usados na análise do perfil de densidade radial dos aglomerados não passaram pelo processo de descontaminação, porque isso auxilia na convergência do ajuste do modelo de King. Mesmo assim, ao realizarmos este ajuste, com o centro determinado anteriormente (tabela 4.2), houve problemas na sua convergência para alguns aglomerados. O modelo de King é sensível à posição do centro de um aglomerado, e assim, a posição do centro dos aglomerados determinada com o ajuste gaussiano foi refinada. Para isso, variamos a posição em x e y ao redor do centro do aglomerado e verificamos a densidade central (σ_0) no RDP, e o maior deslocamento para os aglomerados, com melhor resultado, foi de $3''$ em um dos eixos. A posição central refinada foi a que apresentou o maior valor de densidade.

Para auxiliar na verificação do quão bom é um ajuste do modelo de King, foi calculado o resíduo da diferença entre as densidades estelares observadas e as representadas pelo modelo (4.3). Este resíduo é apresentado na parte de baixo de cada figura no ajuste do modelo de King. Outro parâmetro que ajuda a determinar a qualidade do ajuste é o χ^2 reduzido.

$$Res = (\sigma_{observado} - \sigma_{modelo})/\sigma_{modelo}. \quad (4.3)$$

A seguir são descritas as análises da estrutura dos aglomerados individualmente.

4.3.1 K 50

A distribuição de estrelas do aglomerado apresenta uma assimetria com um arranjo que não apresenta um centro único. Sua distribuição pode ser melhor entendida no RDP, onde podemos perceber que a densidade radial de estrelas apresenta uma oscilação. Neste caso, a sua irregularidade pode não ser uma característica de interação com outro aglomerado, mas pode ser um sistema em processo de fusão a partir de sub-aglomerados formados recentemente e ao mesmo tempo. Ou, alternativamente, ser um sistema em dissolução resultante da perda do gás em suas fases iniciais.

Observamos no mapa de densidade (figura 4.14) uma descontinuidade na densidade máxima produzindo uma discrepância com relação ao centro determinado com o método do ajuste gaussiano 3.1.

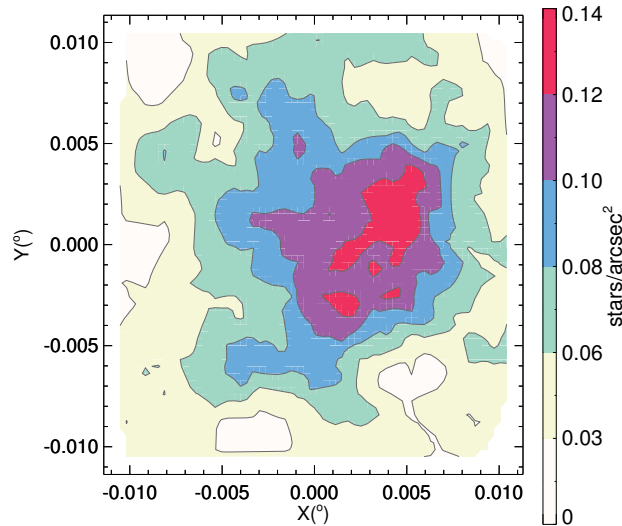


Figura 4.14: Mapa de densidade do aglomerado K 50. As diferentes cores indicam diferentes densidades de estrelas conforme a barra de cores.

No processo de ajuste do RDP (figura 4.3.1), somente o modelo de King de 2 parâmetros convergiu devido à irregularidade do RDP. Este foi o único aglomerado de nossa amostra

que não conseguimos ajustar o modelo de 3 parâmetros. O modelo de King se ajusta bem para aglomerados que estão em equilíbrio dinâmico, ou seja, não contraindo ou expandindo. K 50 é o mais jovem da amostra, e pode estar num processo de desintegração pela perda de gás nos primeiros milhões de anos, tornando o sistema menos coeso gravitacionalmente, favorecendo a perda de estrelas para o campo. Por outro lado, as características perturbadas do RDP e mapa de densidade também poderiam indicar sub-aglomerados em processo de fusão.

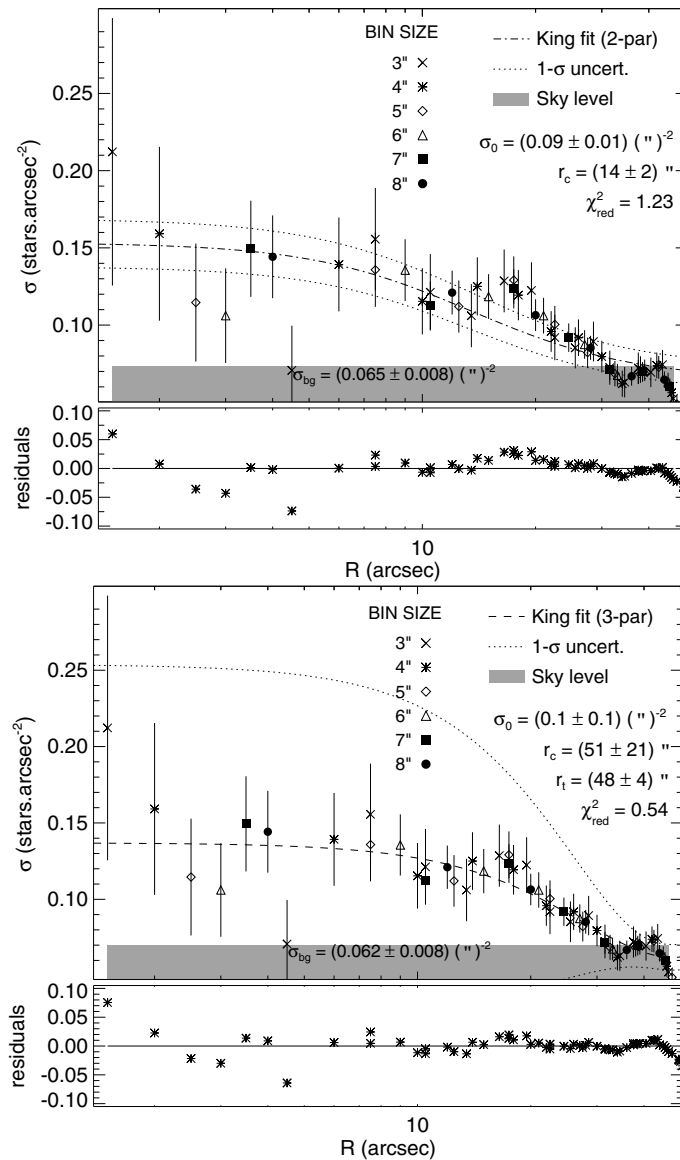


Figura 4.15: Ajuste do modelo de King para ao aglomerado K 50. As linhas pontilhadas correspondem à incerteza dos parâmetros estruturais. A faixa cinza representa o nível do céu, calculado previamente. Os parâmetros estruturais derivados estão exibidos em cada figura. Os diferentes símbolos na figura indicam os tamanhos dos anéis usados no cálculo da densidade.

Pela distribuição de estrelas no mapa de densidade (figura 4.14) e pela região no RDP que mostra o nível da densidade do céu (4.3.1), podemos estimar que o raio limite está em aproximadamente $40''$, o que se aproxima do valor de r_t no ajuste de 3 parâmetros. O resultado do ajuste de 2 parâmetros indica um raio nuclear de $14 \pm 2''$ ($4,1 \pm 0,6$ pc) com uma densidade central de $0,09 \pm 0,01$ estrelas/ $('')^2$ ($1,06 \pm 0,12$ estrelas/(pc) 2).

No estudo de Carvalho et al. (2008), foram utilizados dados de aglomerados estelares da PNM e GNM obtidos com o telescópio dinamarquês de 1,54 m do ESO. O modelo de Elson et al. (1987) foi ajustado ao perfil de brilho superficial de vários aglomerados, mas sem convergência no caso de K 50.

Analisando a imagem de K 50 2.3, observamos uma sobredensidade de estrelas próxima ao aglomerado. A análise desta sobredensidade aglomerado é feita na seção 4.4.

4.3.2 NGC 376

As estrelas neste aglomerado estão distribuídas num formato elíptico. A estrutura deste aglomerado (figura 4.16) é mais regular do que a de K 50, de idade similar mas menos populoso.

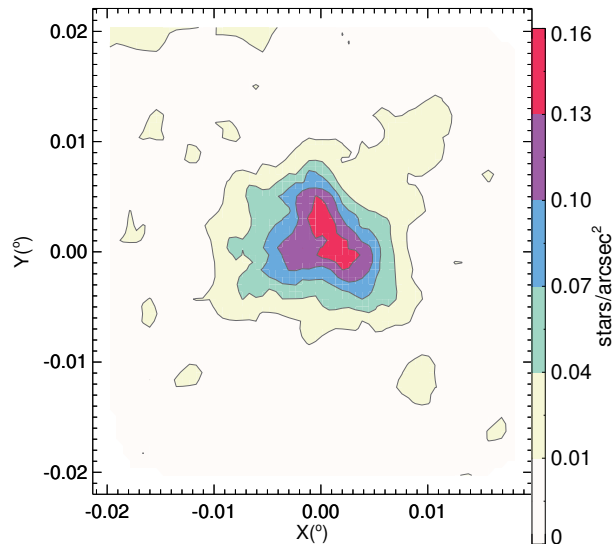


Figura 4.16: Mapa de densidade do aglomerado NGC 376. As cores e legenda como na figura 4.14.

O ajuste do modelo de King de 2 parâmetros ao RDP (figura 4.17) leva a uma densidade

central de $0,21 \pm 0,03$ estrelas/ $(\text{''})^2$ ($2,48 \pm 0,35$ estrelas/ $(\text{pc})^2$) e raio nuclear de $9,6 \pm 1,0\text{''}$ ($2,8 \pm 0,3$ pc); porém seu χ^2 apresenta um valor mais distante de 1 do que para o ajuste do modelo de 3 parâmetros, cujos valores são $0,15 \pm 0,03$ estrelas/ $(\text{''})^2$ ($1,8 \pm 0,1$ estrelas/ $(\text{pc})^2$) e $23 \pm 2\text{''}$ ($6,7 \pm 0,6$ pc), respectivamente. O raio de maré obtido do ajuste foi de $63 \pm 5\text{''}$ (18 ± 1 pc), e está representado na figura 4.18.

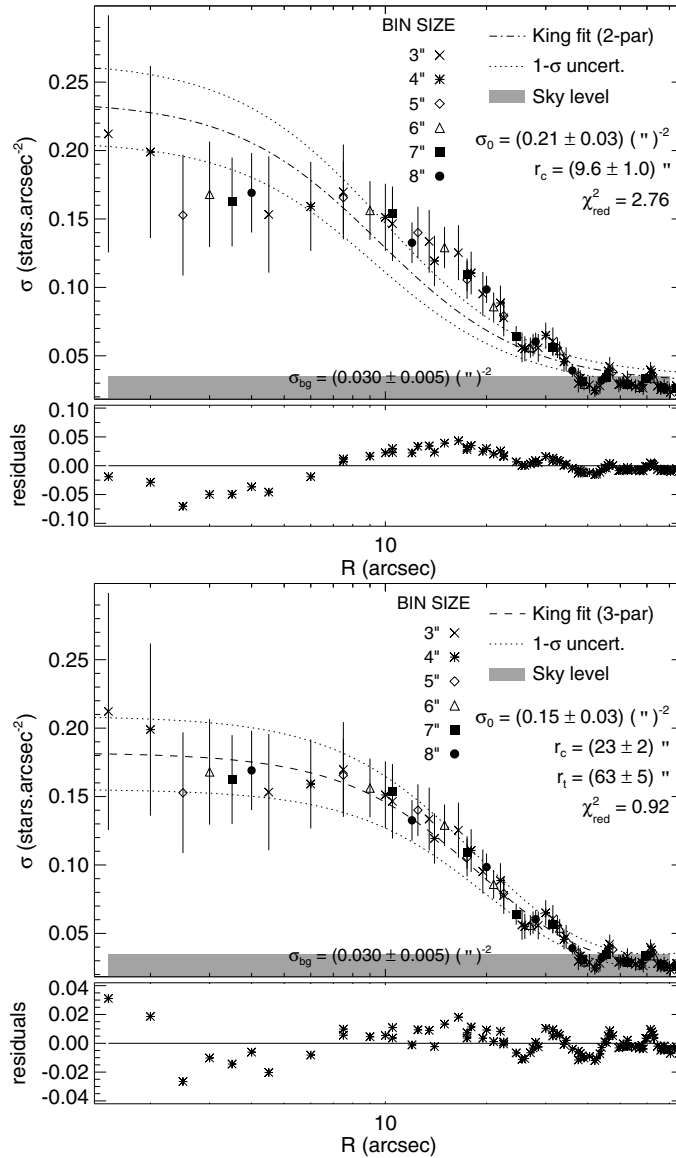


Figura 4.17: Ajuste do modelo de King para ao aglomerado NGC 376. Símbolos e legenda como na figura 4.16.

Em Sabbi et al. (2011), os valores estimados para raio nuclear foram $2,34 \pm 1,10$ pc, no modelo de King (1962), e $2,40 \pm 0,46$ pc, no modelo de Elson et al. (1987), daqui em diante EFF. O raio de maré obtido no modelo de King (1962) foi de $5,88 \pm 0,20$ pc. Os resultados de raio nuclear nos dois modelos se aproximam dos nossos do modelo de King de 2 parâmetros.

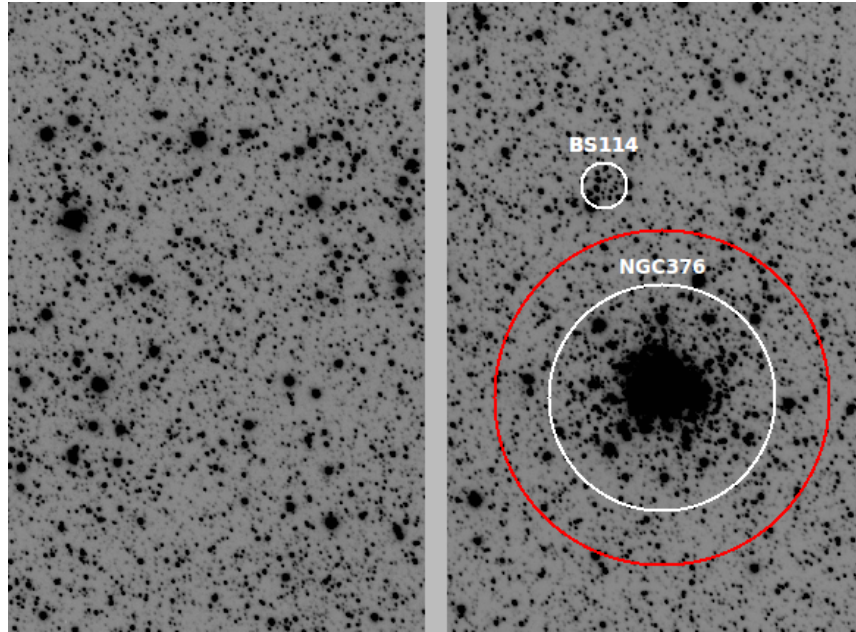


Figura 4.18: Representação do raio de maré do aglomerado NGC 376. As regiões que delimitam NGC 376 e BS 114 (círculos brancos) estão indicadas. O limite do raio de maré está representado pelo círculo vermelho.

O modelo de EFF foi ajustado ao perfil de brilho superficial de NGC 376 por Carvalho et al. (2008), resultando em um raio nuclear calculado de $1,99 \pm 0,19$ pc, que está de acordo com o nosso resultado do modelo de 3 parâmetros.

Carvalho et al. (2008), nota que não há aglomerado próximo a NGC 376, embora observem um perfil de densidade superficial perturbado, sugerindo que este seja um aglomerado em processo de fusão. Porém, na imagem de NGC 376, figura 4.18 identificamos uma sobre-densidade de estrelas próxima ao aglomerado, que notamos ser o aglomerado BS 114 (Bica & Schmitt 1995). Sua análise está na seção 4.4.

4.3.3 IC 1611

A distribuição de estrelas parece regular (figura 4.19) e não mostra distorções devido à presença de um aglomerado companheiro.

A densidade central resultante do ajuste do modelo de King de 2 parâmetros (figura 4.20) foi de $0,27 \pm 0,03$ estrelas/ $(\prime\prime)^2$ ($3,19 \pm 0,35$ estrelas/ $(\text{pc})^2$) e o raio nuclear de $10,3 \pm 0,8\prime\prime$ ($3,0 \pm 0,2$ pc). Para o ajuste de 3 parâmetros, a densidade central foi de $0,24 \pm 0,02$ estrelas/ $(\prime\prime)^2$ ($2,83 \pm 0,24$ estrelas/ $(\text{pc})^2$), o raio nuclear de $16 \pm 1\prime\prime$ ($4,7 \pm 0,3$ pc) e o raio de maré de $173 \pm 42\prime\prime$ (51 ± 12 pc).

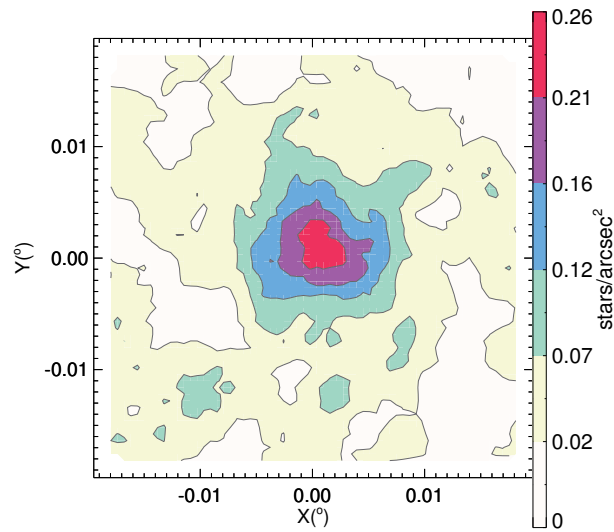


Figura 4.19: Mapa de densidade do aglomerado IC 1611. As cores e legenda como na figura 4.14.

No estudo de Carvalho et al. (2008), pelo ajuste do modelo de EFF sobre o perfil de brilho de superfície dos aglomerados, o raio nuclear calculado foi de $1,75 \pm 0,08$ pc, resultado muito menor do que o do nosso ajuste. Neste caso, as estrelas supergigantes podem estar influenciando nos resultados.

A representação do raio de maré de IC 1611 em relação aos aglomerados vizinhos IC 1612 e H 86-186 está na figura 4.24.

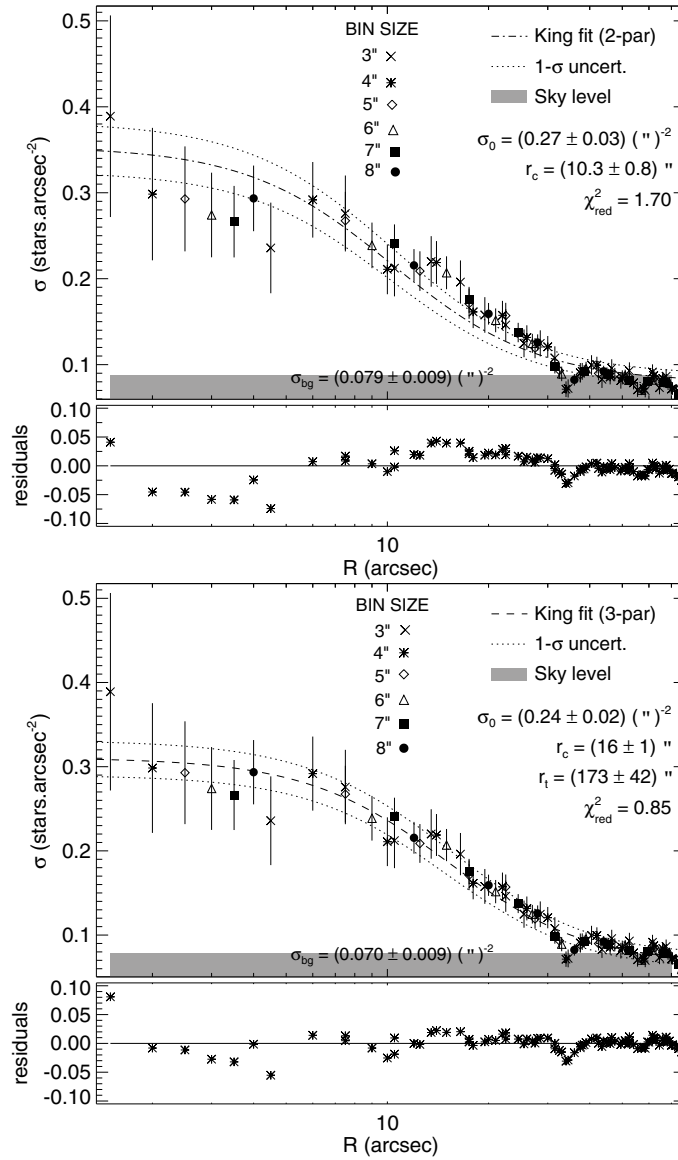


Figura 4.20: Ajuste do modelo de King para ao aglomerado IC 1611. Símbolos e legenda como na figura 4.16.

4.3.4 IC 1612 e H 86-186

O mapa de densidade (figura 4.21) do par H 86-186/IC 1612 apresenta uma conexão que engloba ambos os aglomerados como um envoltório de média densidade. Essa conexão é uma indicação de interação, pois apresenta uma mesma densidade de estrelas compartilhada. Ambos estão mais próximos do que o par IC 1641/NGC 422 cujas componentes distam de 8,5 pc.

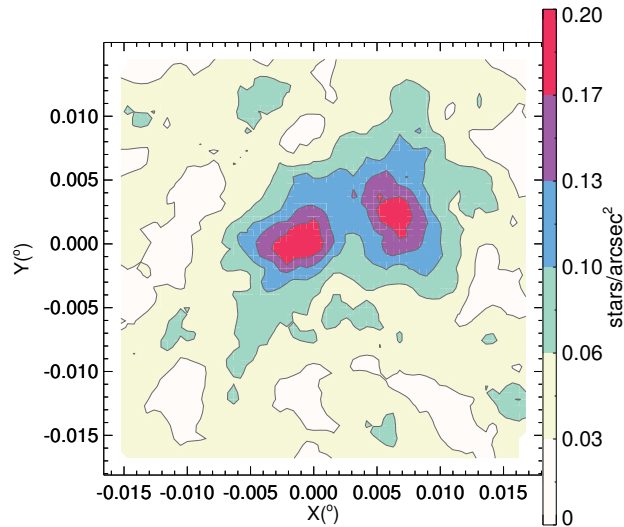


Figura 4.21: Mapa de densidade do binário H86-186 (a esquerda) e IC 1612 (a direita). As cores e legenda como na figura 4.14.

Nosso resultado do ajuste do modelo de King (figura 4.22) foi realizado para a metade esquerda de H 86-186 e a metade direita de IC 1612 para evitar a influência das estrelas de ambos os aglomerados simultaneamente. No RDP para a metade dos dois aglomerados, a área utilizada para a avaliação das densidades foi o dobro do valor utilizado na construção do RDP para os aglomerados inteiros. Os parâmetros resultantes dos ajustes do modelo de King não são afetados por este fator, exceto a densidade central e a densidade do céu as quais devem ser multiplicados por dois para se obter o resultado real. Desta forma, consideramos que os resultados do ajuste, $\sigma_{1/2}$, devem ser convertidos para $\sigma_0 = \sigma_{1/2} \times 2$, que são informados na tabela 4.7.

O ajuste de 2 parâmetros para IC 1612 resultou na densidade central corrigida igual a $0,38 \pm 0,04$ estrelas/ $(\prime\prime)^2$ ($4,49 \pm 0,47$ estrelas/ $(\text{pc})^2$) e raio nuclear $5,8 \pm 0,6\prime\prime$ ($1,7 \pm 0,2$ pc).

Para o modelo de 3 parâmetros a densidade central corrigida foi de $0,26 \pm 0,03$ estrelas/ $(\text{''})^2$ ($3,10 \pm 0,36$ estrelas/ $(\text{pc})^2$), raio nuclear de $11 \pm 2\text{''}$ ($3,2 \pm 0,6$ pc) e raio de maré de $62 \pm 13\text{''}$ (18 ± 4 pc).

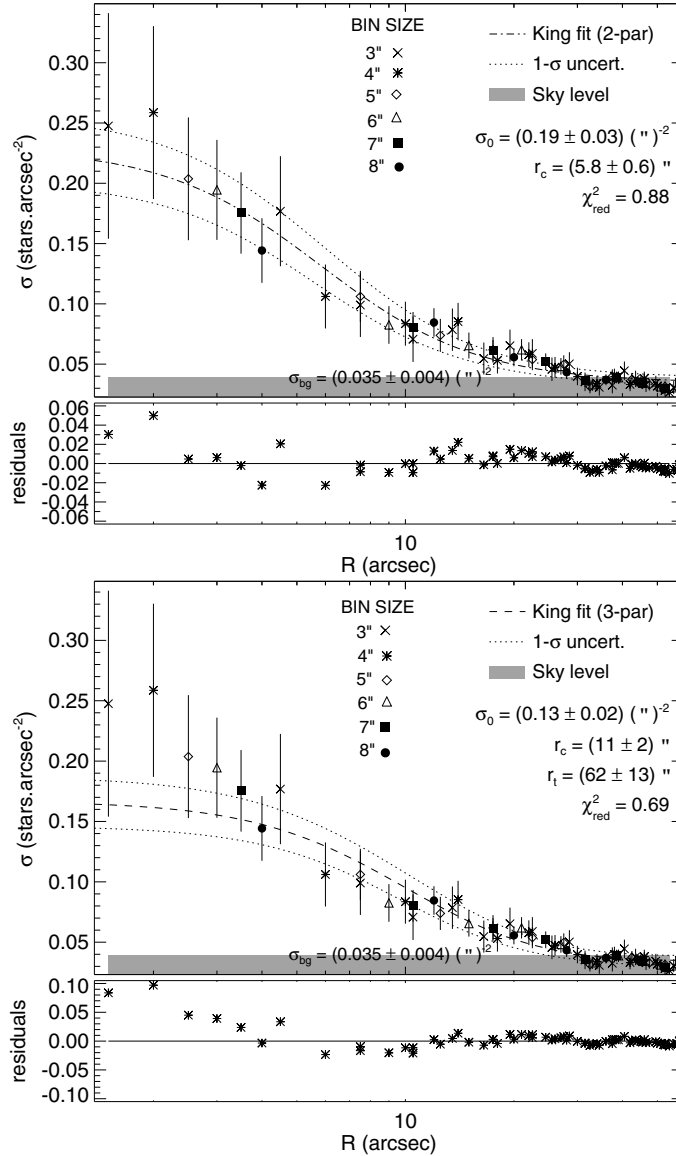


Figura 4.22: Ajuste do modelo de King para ao aglomerado IC 1612. Símbolos e legenda como na figura 4.16.

No estudo de Carvalho et al. (2008), pelo ajuste do modelo de EFF sobre o perfil de brilho superficial dos aglomerados, o raio nuclear calculado foi de $0,58 \pm 0,01$ pc, o qual não concorda com o nosso resultado ($3,2 \pm 0,6$ pc).

Para H 86-186 (figura 4.23) a densidade central obtida foi de $0,18 \pm 0,01$ estrelas/ $(\text{''})^2$ ($2,13 \pm 0,12$ estrelas/ $(\text{pc})^2$) e o raio nuclear foi $7,1 \pm 0,9\text{''}$ ($2,1 \pm 0,3$ pc), para o modelo de 2 parâmetros. Já para o ajuste do modelo de 3 parâmetros o resultado de densidade

central foi de $0,16 \pm 0,01$ estrelas/ $(\text{''})^2$ ($1,89 \pm 0,12$ estrelas/ $(\text{pc})^2$), raio nuclear de $11 \pm 2\text{''}$ ($3,2 \pm 0,6$ pc) e raio de maré de $75 \pm 22\text{''}$ (22 ± 6 pc). Não há resultados na literatura para que pudéssemos comparar os valores.

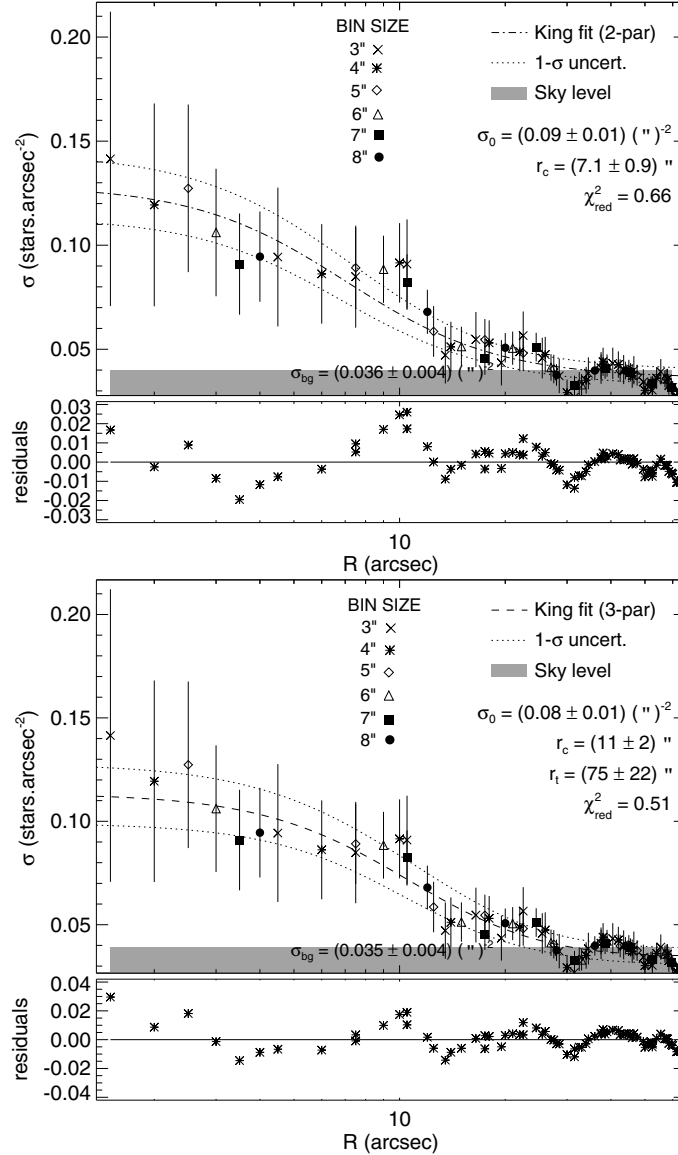


Figura 4.23: Ajuste do modelo de King para ao aglomerado H 86-186. Símbolos e legenda como na figura 4.3.1.

Na figura 4.24, está representado o raio de maré (círculo vermelho) e o raio limite (círculo branco) destes aglomerados e de IC 1611. O raio limite de IC 1612 corresponde aproximadamente à distância entre o seu centro e o de H 86-186 (8,5 pc), sendo que seus raios de maré individuais envolvem ambos os objetos. Também IC 1611 apresenta um raio de maré (51 pc) que engloba IC 1612 e H 86-186, embora a distância projetada entre IC 1611 e IC 1612 seja de ≈ 44 pc. Nos mapas de densidade não há evidências de interação de IC 1611 com o par

IC 1612/H 86-186.

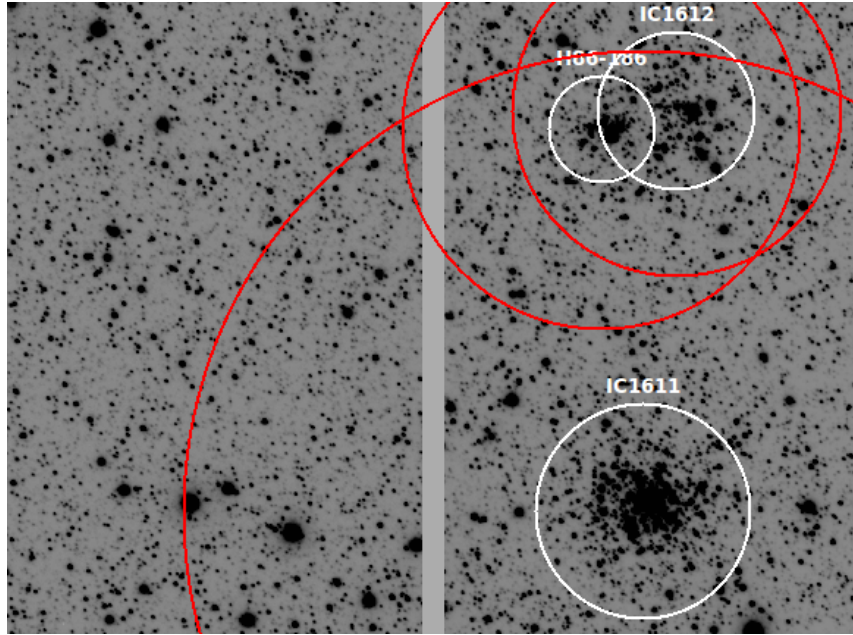


Figura 4.24: Representação do raio de maré do aglomerado H 86-186 e IC 1612. Os círculos brancos representam o raio limite dos aglomerados e os círculos vermelhos correspondem ao raio de maré para a metade dos aglomerados IC 1612 e H 86-186, e para o aglomerado inteiro IC 1611.

O mapa de densidade mostrado na figura 4.21 também sugere que o par IC 1612/H 86-186 esteja em interação.

4.3.5 IC 1641 e NGC 422

O mapa de densidade, mostrando o candidato a binário IC 1641/NGC 422, apresenta claramente uma conexão entre ambos, uma "ponte de estrelas". Essa conexão é uma indicação de interação entre aglomerados, pois existe uma mesma densidade de estrelas os conectando.

Para este par, ajustamos o modelo de King ao RDP de cada aglomerado como um todo e também ao RDP da metade superior de IC 1641 e da metade inferior de NGC 422 na imagem. Estes últimos foram realizados com o intuito de verificar a distribuição de estrelas sem que houvesse a influência da ponte de estrelas entre eles.

Para o caso do ajuste do modelo de King para o aglomerado como um todo (figura 4.26), no ajuste de 2 parâmetros obtivemos para IC 1641 uma densidade central de $0,11 \pm 0,02$ estrelas/ $(")^2$ ($1,30 \pm 0,24$ estrelas/ $(pc)^2$) e raio nuclear de $8 \pm 1"$ ($2,3 \pm 0,3$ pc). Para o ajuste de 3 parâmetros, o resultado foi de densidade central igual a $0,10 \pm 0,02$ estrelas/ $(")^2$ ($1,18 \pm 0,24$ estrelas/ $(pc)^2$), raio nuclear igual a $13 \pm 2"$ ($3,8 \pm 0,6$ pc) e raio de maré de

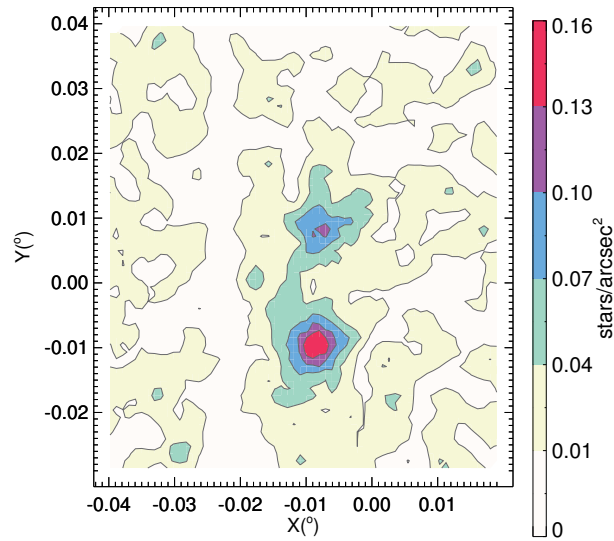


Figura 4.25: Mapa de densidade dos aglomerados IC 1641 e NGC 422. As cores e legenda como na figura 4.14.

$122 \pm 55''$ (36 ± 16 pc).

No caso do ajuste para a metade de IC 1641 (figura 4.27), o modelo de 2 parâmetros levou a densidade central igual a $0,09 \pm 0,01$ estrelas/ $('')^2$ ($1,06 \pm 0,12$ estrelas/(pc) 2) e o raio nuclear $8,4 \pm 0,9''$ ($2,5 \pm 0,3$), similares ao obtido para o aglomerado inteiro. Para o ajuste de 3 parâmetros obtivemos a densidade central $0,07 \pm 0,02$ estrelas/ $('')^2$ ($0,83 \pm 0,24$ estrelas/(pc) 2), o raio nuclear $14 \pm 3''$ ($4,1 \pm 0,9$ pc) e o raio de maré $65 \pm 16''$ (19 ± 5 pc).

No ajuste de King de 3 parâmetros no RPD do aglomerado inteiro o raio de maré é maior que quando é feito o ajuste da metade superior do aglomerado. Isto provavelmente é devido à parte superior não conter as estrelas superpostas de NGC 422 (figura 4.9). A densidade na borda superior logo é menor do que na parte inferior, fazendo com que o raio de maré seja menor na parte superior.

Para NGC 422, no caso do ajuste do modelo de King para o aglomerado como um todo (figura 4.28), no ajuste de 2 parâmetros obtivemos uma densidade central igual a $0,19 \pm 0,02$ estrelas/ $('')^2$ ($2,24 \pm 0,24$ estrelas/(pc) 2) e raio nuclear de $8,0 \pm 0,6''$ ($2,3 \pm 0,2$ pc). Para o ajuste de 3 parâmetros obtivemos a densidade central de $0,15 \pm 0,03$ estrelas/ $('')^2$ ($1,80 \pm 0,36$ estrelas/(pc) 2), raio nuclear de $15 \pm 2''$ ($4,4 \pm 0,6$ pc) e raio de maré de $46 \pm 5''$ (13 ± 1 pc).

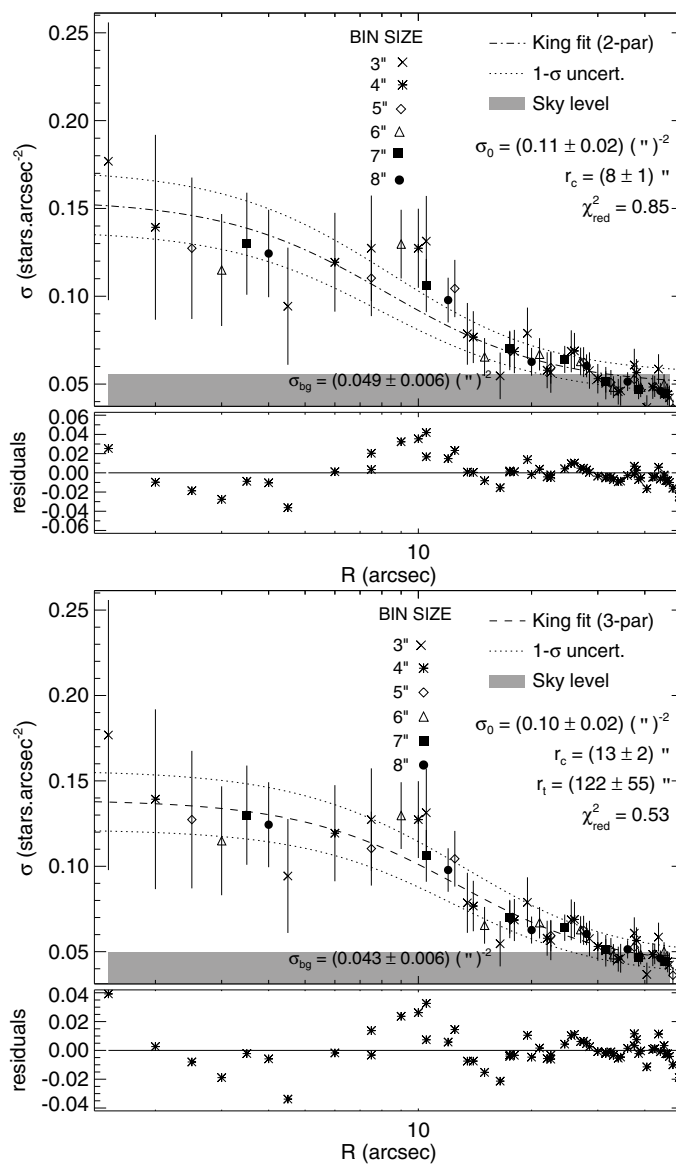


Figura 4.26: Ajuste do modelo de King para o aglomerado IC 1641. Símbolos e legenda como na figura 4.16.

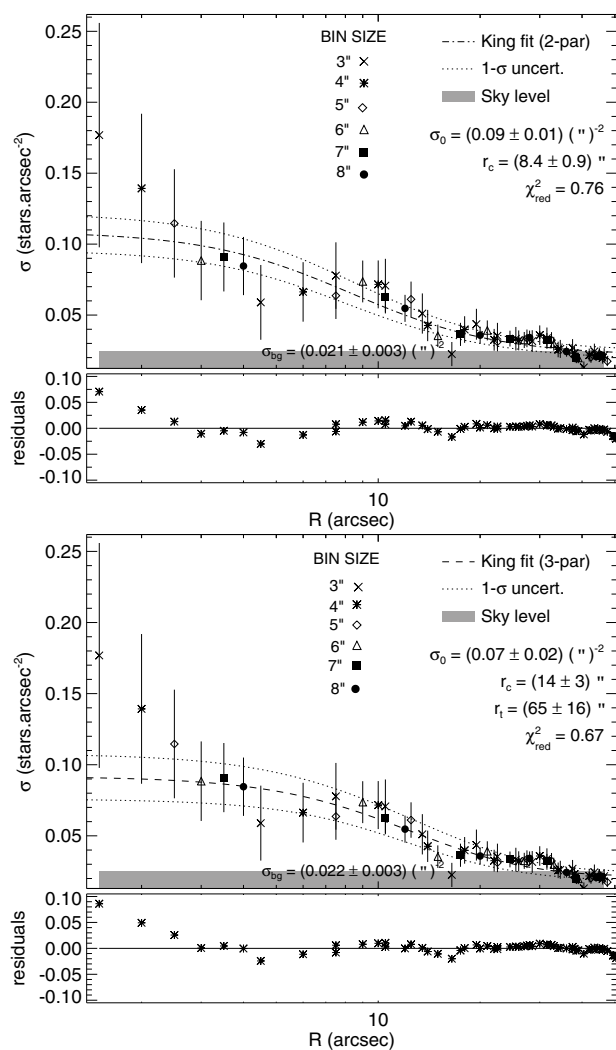


Figura 4.27: Ajuste do modelo de King para a metade do aglomerado IC 1641. Símbolos e legenda como na figura 4.16.

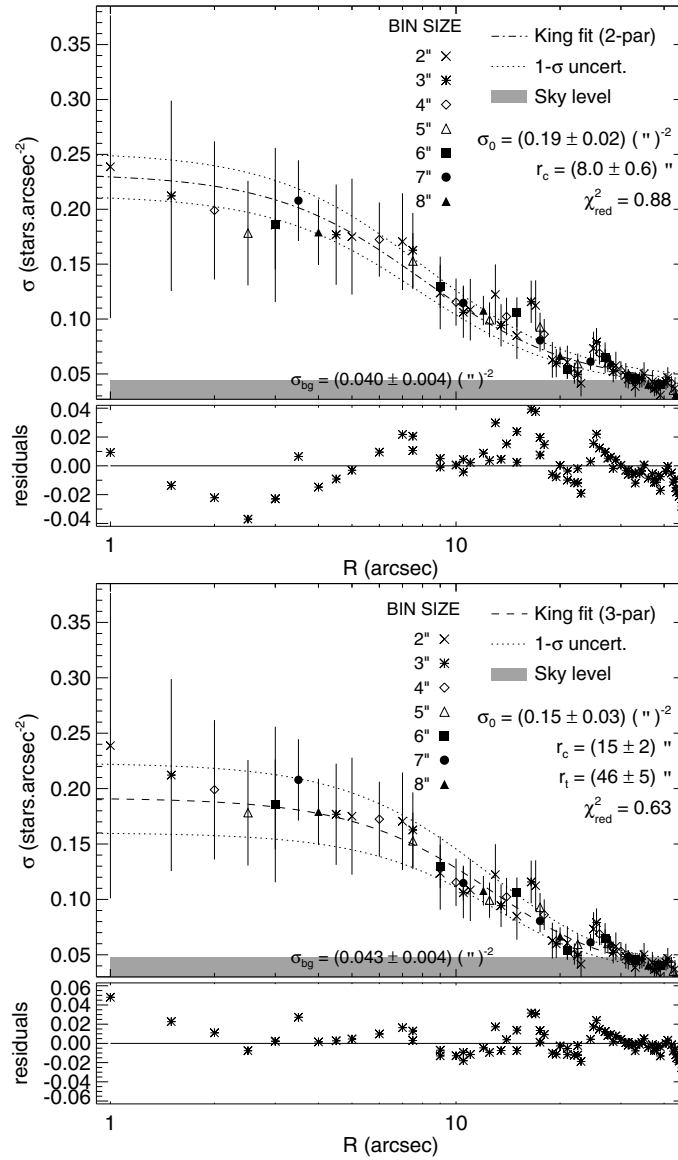


Figura 4.28: Ajuste do modelo de King para o aglomerado NGC 422. Símbolos e legenda como na figura 4.16.

No caso do ajuste para a metade de NGC 422 (figura 4.29), no modelo de 2 parâmetros a densidade central obtida foi de $0,14 \pm 0,02$ estrelas/ $(\text{''})^2$ ($1,65 \pm 0,24$ estrelas/ $(\text{pc})^2$) e raio nuclear de $6,9 \pm 0,7\text{''}$ ($2,0 \pm 0,2$ pc). Para o ajuste de 3 parâmetros, a densidade central foi de $0,11 \pm 0,03$ estrelas/ $(\text{''})^2$ ($1,30 \pm 0,35$ estrelas/ $(\text{pc})^2$), o raio nuclear foi de $11 \pm 2\text{''}$ ($3,2 \pm 0,6$ pc) e o raio de maré foi de $41 \pm 9\text{''}$ (12 ± 3 pc).

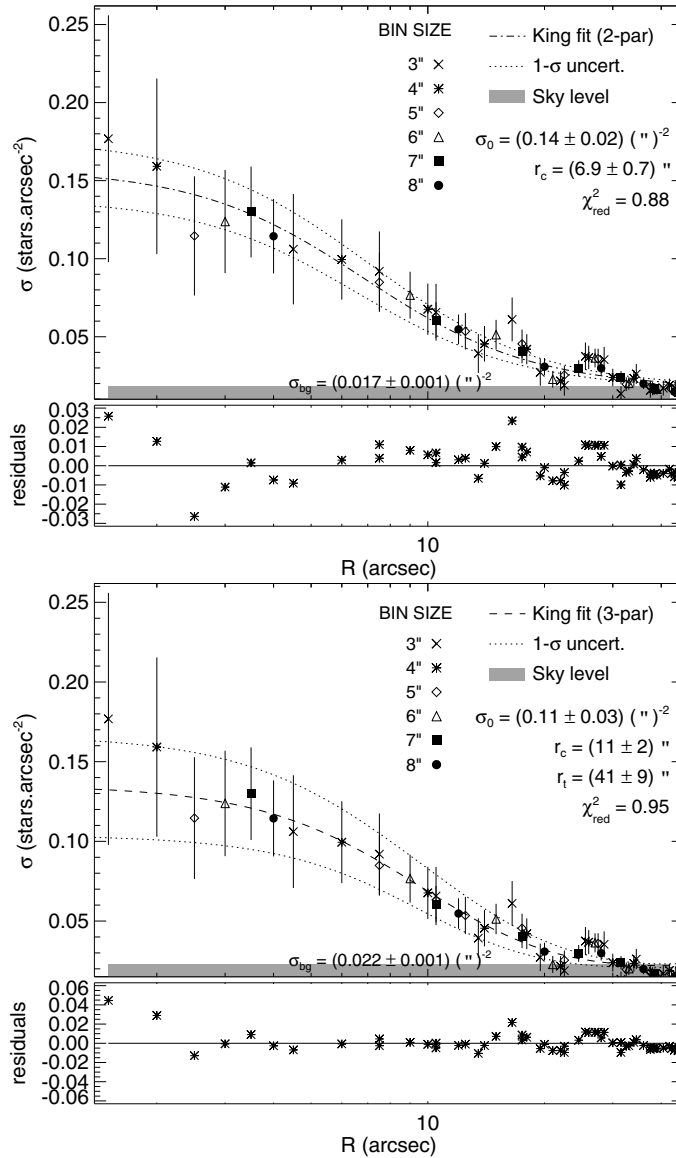


Figura 4.29: Ajuste do modelo de King para a metade do aglomerado NGC 422. Símbolos e legenda como na figura 4.3.1.

O valor da densidade central obtido para as RDPs considerando a metade dos aglomerados não corresponde exatamente a metade da densidade central para as RDPs dos aglomerados inteiros porque buscou-se refinar o RDP dos primeiros de forma a obter um pico de densidade em $R = 0\text{''}$.

A figura 4.30 mostra o raio de maré conforme o ajuste de King é feito sobre o RDP incluindo todo o aglomerado (círculo vermelho) ou metade dele (círculo verde). Nesta figura também está mostrado o raio limite do aglomerado conforme a tabela 4.3. No caso do ajuste da RDP considerando a metade dos aglomerados, o raio de maré de IC 1641 corresponde aproximadamente à distância entre os centros dos dois aglomerados, o que corrobora a ideia de que estes aglomerados formam um par, cujos centros estão separados por uma distância projetada de 19,8 pc.

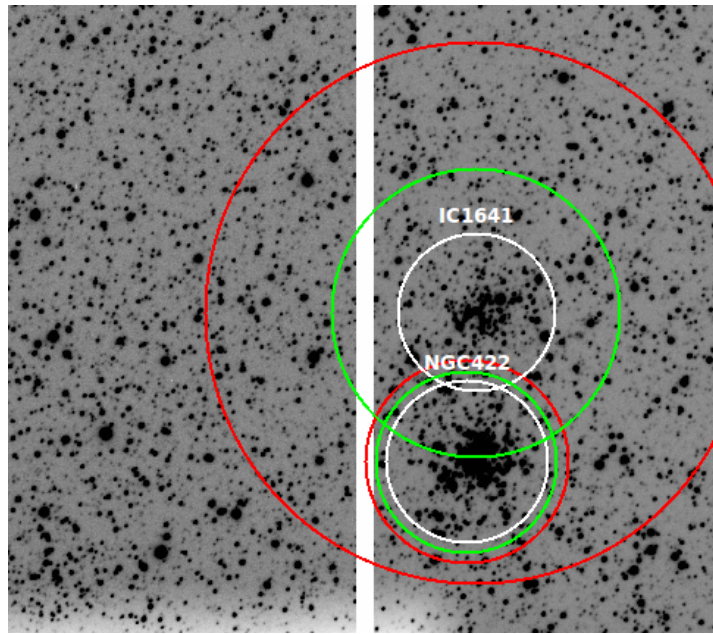


Figura 4.30: Representação do raio de maré do aglomerado NGC 422 e IC 1641. Os círculos brancos correspondem ao raio limite dos aglomerados, os círculos verdes são definidos pelo raio de maré obtido para o ajuste da metade dos aglomerados e os círculos vermelhos correspondem ao raio de maré para os aglomerados inteiros.

Na tabela 4.7 estão os resultados dos ajustes do modelo de King para os aglomerados, exceto para os aglomerados BS 114 e BS 123, muito pouco populosos para este tipo de análise, os quais estão descritos e analisados na seção 4.4.

4.4 Objetos adicionais encontrados nas imagens

Durante o procedimento de análise verificamos a existência de dois aglomerados pouco populosos próximos aos aglomerados candidatos a fusão NGC 376 e K 50, identificados como sendo BS 114 e BS 123, respectivamente, do catálogo de Bica & Schmitt (1995). Na tabela 4.5 estão suas coordenadas e seus raios obtidos da literatura.

Tabela 4.5: Dados dos objetos adicionais de nossa amostra

Nomes	α_{2000} (h:m:s)	δ_{2000} (°:':")	Raio (")	Raio (pc)
BS 114 (SOGLE 235)	01:03:59.0	-72:48:18	17,7	5,2
BS 123	01:04:28.0	-72:11:06	32,2 (29,3)	9,4 (8,6)

Notas:

Coordenadas do catálogo de Bica & Schmitt (1995);

Raio conforme Chiosi et al. (2006) ou Glatt et al. (2010) (indicado entre parênteses);

Analisamos a população estelar desses aglomerados aplicando o método de descontaminação e ajuste de isócronas a partir de uma extração da fotometria para as suas regiões centrais considerando suas coordenadas de catálogo. Dado o pequeno número de estrelas que eles apresentam, não realizamos o cálculo do centro como aplicado para os outros aglomerados e não estudamos a distribuição radial de estrelas. A estrutura desses aglomerados foi qualitativamente analisada através dos mapas de densidade da mesma forma que para o restante da amostra.

4.4.1 BS 114

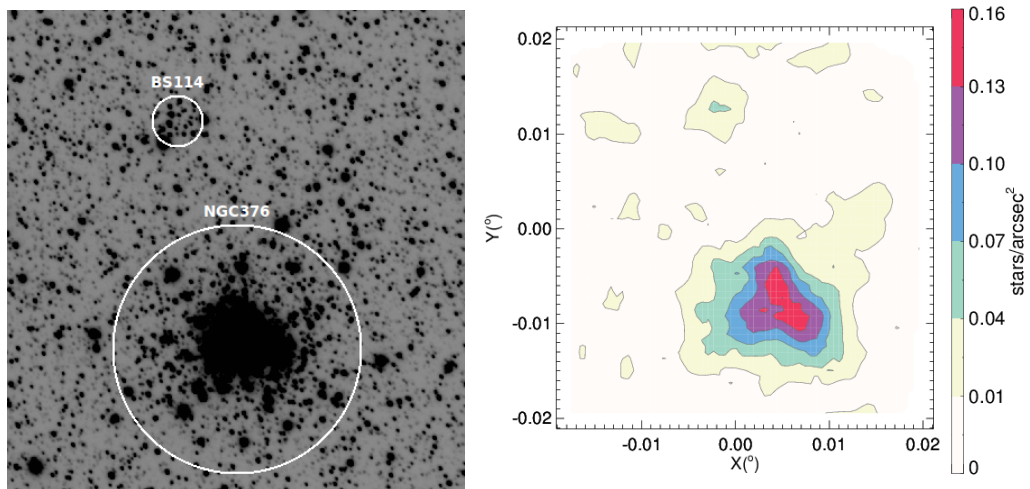


Figura 4.31: Região do *frame* e mapa de densidade para o aglomerado BS114. Na imagem, os círculos indicam o raio limite de NGC 376 e BS 114. O mapa de densidade e a imagem estão aproximadamente na mesma escala.

Devido à pouca quantidade de estrelas deste aglomerado e à dificuldade de realizar uma descontaminação eficiente, escolhemos a região mais a central para que fosse possível realizarmos um ajuste de isócronas mais eficiente da sua população estelar. Na figura 4.31 é mostrada uma parte do *frame* que contém BS 114 e NGC 376 ao lado do mapa de densidade da região, aproximadamente na mesma escala. No mapa de densidade é possível perceber

que existe uma sobredensidade de estrelas na região onde se encontra o aglomerado BS 114. A sua região foi escolhida como a parte mais central para evitar a inclusão da população de campo.

O resultado do ajuste de isócronas que realizamos (figura 4.32) foi de uma idade de ≈ 400 Manos, metalicidade de $Z = 0,009$ e excesso de cor $E(B - V) = 0,04$. Todos os valores foram ajustados diretamente pela isócrona.

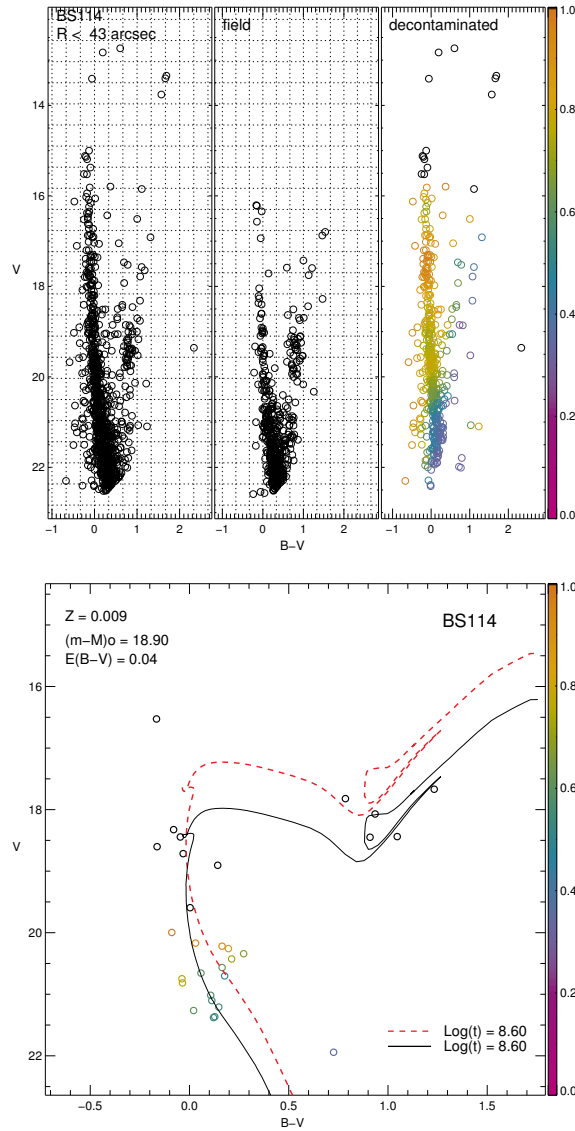


Figura 4.32: CMD e resultado do ajuste de isócrona do aglomerado BS 114. Acima, o resultado da descontaminação da região do aglomerado. Abaixo, o resultado do ajuste de isócronas (linha preta) juntamente com a representação do *locus* das binárias não resolvidas de mesma massa (tracejado em vermelho).

No estudo de de Oliveira et al. (2000b), foi obtida uma idade de 250 ± 25 Manos para este aglomerado e o excesso de cor obtido, ambos pelo ajuste de isócronas de Padova (Bertelli

et al. 1994), foi $E(B - V) = 0,04$. Já no estudo de Chiosi et al. (2006), a idade obtida foi de 12,6 Manos (mas com erro $0,3 < \delta \log t < 0,5$) e o avermelhamento $E(V - I) = 0,08$.

4.4.2 BS 123

A imagem e o mapa de densidade da região de K 50 e BS 123 são apresentados na figura 4.33. No mapa de densidade é possível perceber que existe uma sobredensidade de estrelas na região onde se encontra o aglomerado BS 123. Existe também uma dificuldade de determinar seu centro devido a um *deficit* de densidade central, assim como para o aglomerado vizinho K 50.

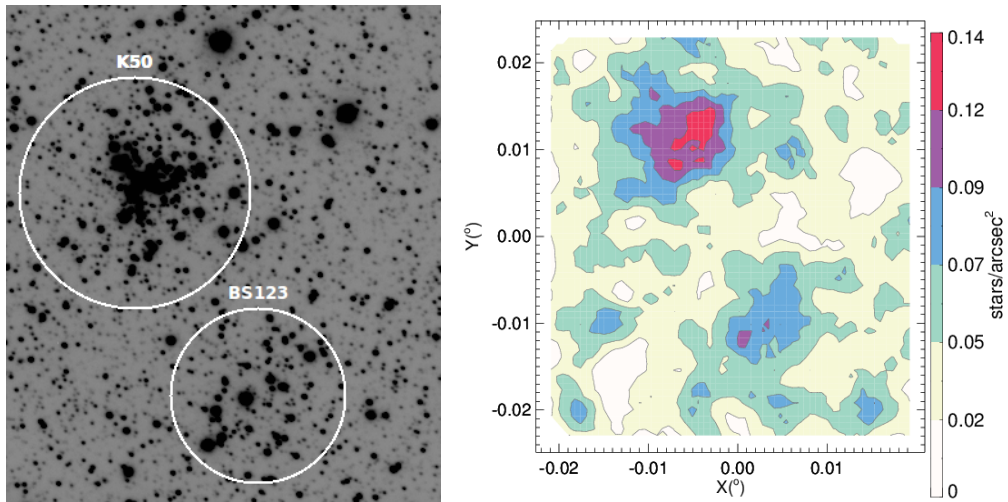


Figura 4.33: Representação do raio de maré do aglomerado BS 123. Símbolos e legenda conforme a figura 4.31.

A idade que obtivemos pelo ajuste de isócronas (figura 4.34) foi de ≈ 25 Manos, próxima à idade de K 50 (16 ± 7 Manos). Para determinar se são binários gravitacionais seria necessário mais informações físicas sobre BS 123 e K 50. A metalicidade obtida foi de $Z = 0,003$ e excesso de cor $E(B - V) = 0,06$.

No estudo de Chiosi et al. (2006), foi obtida uma idade de 31,6 Manos (mas com erro $< 0,3$ em $\log t$) para este aglomerado e o excesso de cor foi de $E(V - I) = 0,08$. Já no estudo de Glatt et al. (2010), a idade obtida foi de 39,8 Manos (mas com erro $> 0,5$ em $\log t$) e excesso de cor $E(B - V) = 0,07$.

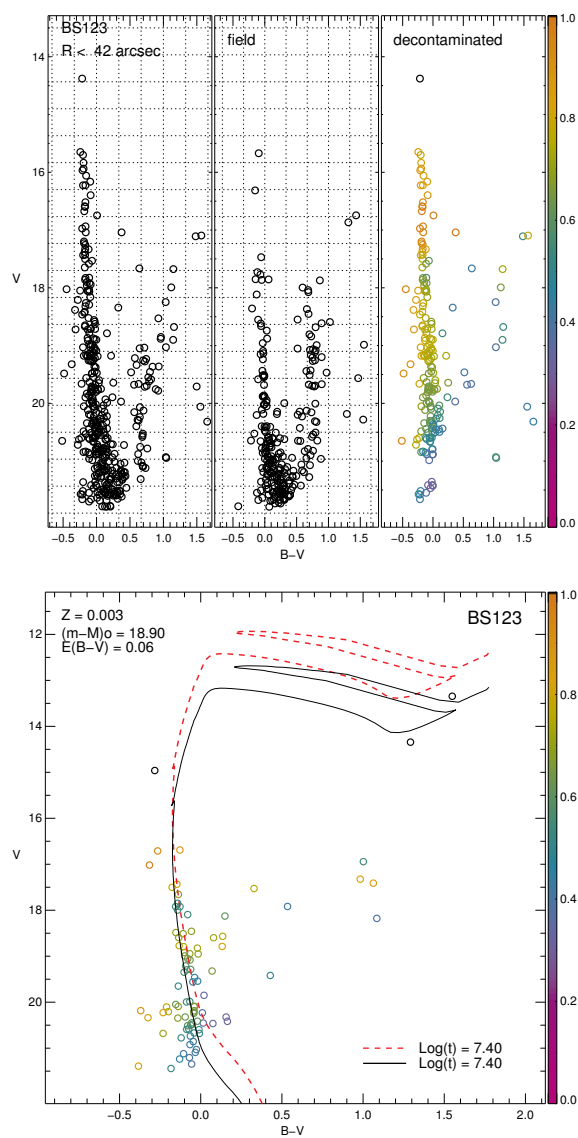


Figura 4.34: CMD e resultado do ajuste de isócrona do aglomerado BS 123. Explicação idêntica a da figura 4.32

4.5 Resultados

Nesta seção apresentamos os resultados finais da análise de nossa amostra de aglomerados: na tabela 4.6, estão os parâmetros derivados do ajuste de isócronas; na tabela 4.7, estão os resultados da análise do RDP; na tabela 4.8 apresentamos os resultados da análise morfológica dos aglomerados de nossa amostra de acordo com os mapas de densidade.

Tabela 4.6: Resultados do ajuste de isócronas

Aglomerado	$E(B - V)$	Z	$[Fe/H]$	$\log(t)$	idade (Manos)	Δ^b (Manos)
BS 196	$0,02 \pm 0,02$	$0,0008 \pm 0,0002$	$-1,4 \pm 0,1$	$9,65 \pm 0,08$	4470 ± 820	
NGC 422	$0,05 \pm 0,03$	$0,003 \pm 0,002$	$-0,8 \pm 0,3$	$8,10 \pm 0,04$	126 ± 12	
IC 1641	$0,02 \pm 0,02$	$0,004 \pm 0,001$	$-0,7 \pm 0,1$	$8,85 \pm 0,08$	708 ± 130	582
IC 1611	$0,05 \pm 0,04$	$0,003 \pm 0,001$	$-0,8 \pm 0,2$	$8,09 \pm 0,06$	123 ± 17	
H 86-186	$0,09 \pm 0,05$	$0,0085 \pm 0,0012$	$-0,4 \pm 0,1$	$8,01 \pm 0,06$	102 ± 14	
IC 1612	$0,09 \pm 0,05$	$0,0025 \pm 0,0008$	$-0,9 \pm 0,1$	$7,61 \pm 0,06$	41 ± 6	61
K 50	$0,07 \pm 0,03$	$0,006 \pm 0,003$	$-0,5 \pm 0,2$	$7,2 \pm 0,2$	16 ± 7	
BS 123 ^a	0,06	0,003	-0,8	7,4	25	9
NGC 376	$0,08 \pm 0,05$	$0,005 \pm 0,002$	$-0,6 \pm 0,2$	$7,25 \pm 0,04$	18 ± 2	
BS 114 ^a	0,04	0,009	-0,3	8,6	398	380

Os pares de aglomerados estão separados por linhas.

Notas:

^a ajuste realizado sem determinar os desvios;

^b diferença na idade dos binários.

Tabela 4.7: Resultados do ajuste do perfil de King

Aglomerado	σ_0 (<i>estrelas/n</i> ²)	σ_0 (<i>estrelas/(pc)</i> ²)	r_c (<i>''</i>)	r_c (pc)	r_t (<i>''</i>)	r_t (pc)	Δ^b (pc)	r_f^c (<i>''</i>)
BS 196	$0,08 \pm 0,02$	$0,94 \pm 0,24$	13 ± 2	$3,8 \pm 0,6$	40 ± 4	12 ± 1	-	41,5
NGC 422	$0,15 \pm 0,03$	$1,80 \pm 0,36$	15 ± 2	$4,4 \pm 0,6$	46 ± 5	13 ± 1		46,3
NGC 422 ^a	$0,11 \pm 0,03$	$1,30 \pm 0,35$	11 ± 2	$3,2 \pm 0,6$	41 ± 9	12 ± 3		46
IC 1641	$0,10 \pm 0,02$	$1,18 \pm 0,24$	13 ± 2	$3,8 \pm 0,6$	122 ± 55	36 ± 16	19,8	50
IC 1641 ^a	$0,07 \pm 0,02$	$0,83 \pm 0,24$	14 ± 3	$4,1 \pm 0,9$	65 ± 16	19 ± 5		51
IC 1611	$0,24 \pm 0,02$	$2,83 \pm 0,24$	16 ± 1	$4,7 \pm 0,3$	173 ± 42	51 ± 12	-	70
H 86-186 ^a	$0,16 \pm 0,01$	$1,89 \pm 0,12$	11 ± 2	$3,2 \pm 0,6$	75 ± 22	22 ± 6		60
IC 1612 ^a	$0,26 \pm 0,03$	$3,10 \pm 0,36$	11 ± 2	$3,2 \pm 0,6$	62 ± 13	18 ± 4	8,5	58
K 50	$0,09 \pm 0,01$	$1,06 \pm 0,18$	14 ± 2	$4,1 \pm 0,6$	-	-		50
BS 123					-	-	25	31
NGC 376	$0,15 \pm 0,03$	$1,80 \pm 0,36$	23 ± 2	$6,7 \pm 0,6$	63 ± 5	18 ± 1		70
BS 114					-	-	24	9

Notas:

^a ajuste para a metade do aglomerado;

^b distância projetada entre os centros do par de aglomerados;

^c distância limite usada no ajuste.

Tabela 4.8: Resultados da classificação da morfologia dos aglomerados

Aglomerados	Classe morfológica
BS 196	-
NGC 422/IC 1641	C
IC 1611	-
H 86-186/IC 1612	E
K 50/BS 123	S
NGC 376/BS 114	S

4.6 Contextualização

Nosso resultado para o raio limite (tabela 4.3) e idade dos aglomerados (tabela 4.6) estão representados na figura 4.35. Na figura, podemos comparar qualitativamente nossa amostra com a do catálogo de Chiosi et al. (2006), de onde provêm as idades, e de Bica & Dutra (2000), de onde provêm os raios limites. Os pontos no gráfico representam os resultados de ambos os artigos citados, os símbolos representam os nossos resultados e os pares estão ligados por uma linha. BS196 não foi incluído na figura 4.35, pois se trata de um aglomerado isolado, distante da barra da PNM e mais velho que os outros aglomerados da amostra. Podemos notar que para idades entre $\log t = 7,1$ e $9,0$ a maioria dos aglomerados possui um raio limite menor que ≈ 15 pc, que é onde a nossa amostra se encontra.

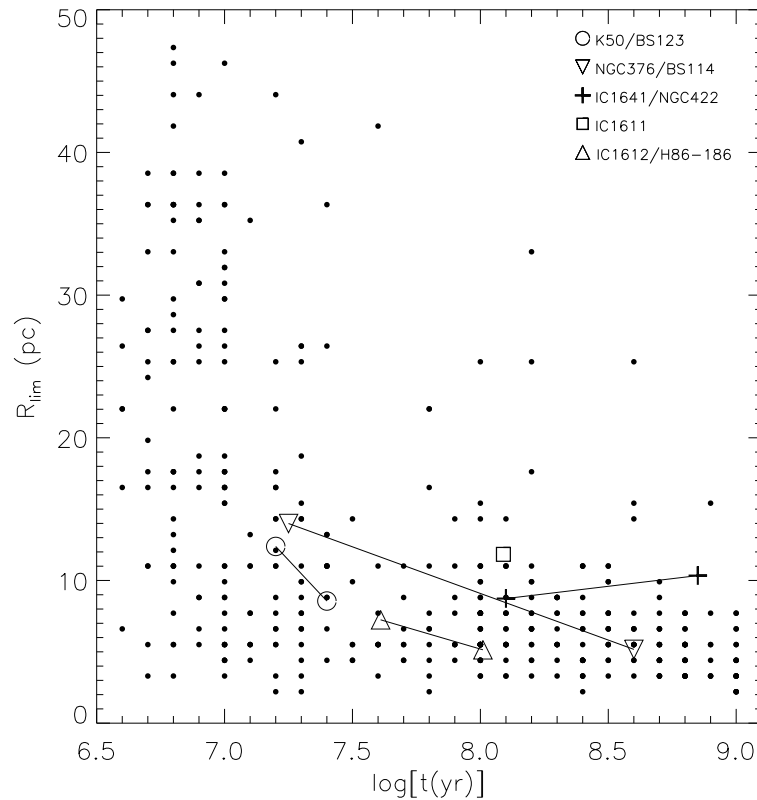


Figura 4.35: Raio limite versus idade dos aglomerados. Os pontos correspondem a aglomerados da PNM com informação da literatura (Chiosi et al. (2006) e Bica & Dutra (2000)). Os símbolos indicam os aglomerados com possível interação. Os pares estão ligados por uma linha.

Na figura 4.36, a relação idade-metalicidade para os aglomerados de nossa amostra é comparada com aquela de aglomerados da PNM observados com o HST cuja precisão foto-

métrica proporciona a obtenção de parâmetros com alta confiabilidade (Mackey & Gilmore 2003). Os aglomerados tanto binários quanto os candidatos a fusão (ou dissolução) seguem a tendência geral dos aglomerados isolados, o que indica que nesta relação não há alguma particularidade que se possa utilizar para distingui-los.

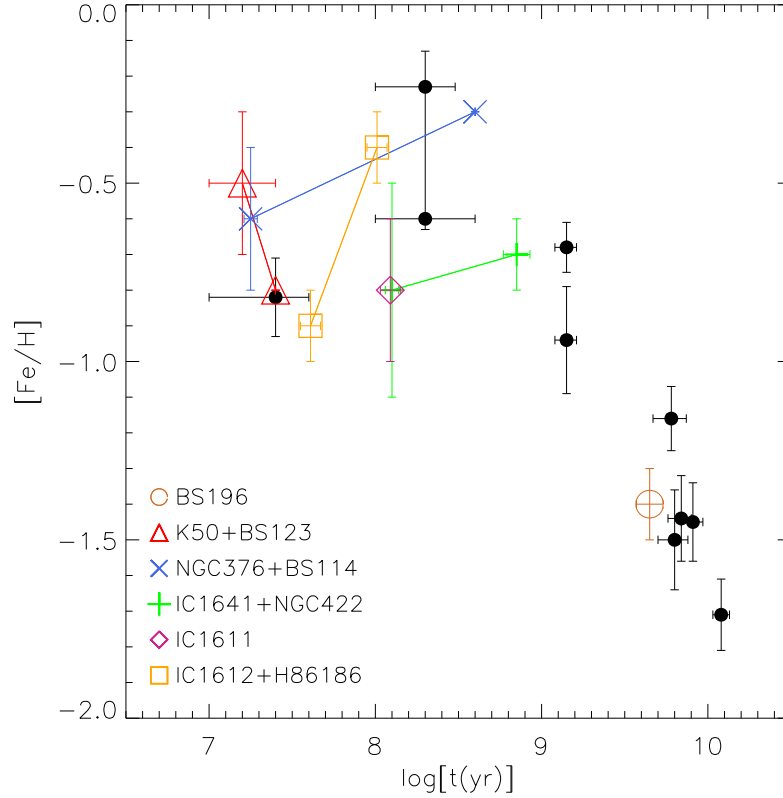


Figura 4.36: Metalicidade versus idade dos aglomerados. Os asteriscos correspondem a aglomerados da PNM com informação da literatura (Mackey & Gilmore 2003). Os outros símbolos correspondem aos aglomerados de nossa amostra, e os pares estão ligados por uma linha.

Na figura 4.37, apresentamos a evolução do raio nuclear para a mesma amostra de aglomerados da figura 4.36. Tomando por base, a amostra de Mackey & Gilmore (2003), há uma tendência de que aglomerados mais jovens tenham raio nuclear relativamente pequeno, já os mais velhos apresentam raios nucleares variáveis. Os aglomerados de nossa amostra também seguem essa tendência com exceção de NGC 376 e K 50, discutidos no Capítulo 5.

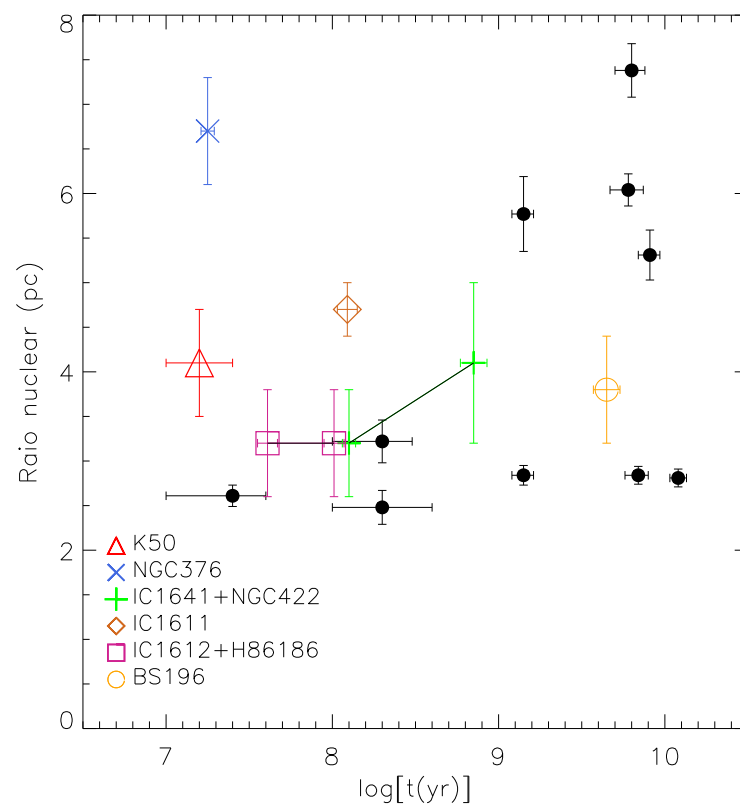


Figura 4.37: Raio nuclear versus idade dos aglomerados. Símbolos explicados na figura 4.36.

Capítulo 5

Discussão

Determinamos os parâmetros físicos (metalicidade e idade) dos aglomerados de nossa amostra ao utilizarmos o método de ajuste de isócronas e os parâmetros estruturais (densidade estelar central, raio nuclear e raio de maré) ao ajustar o modelo de King ao RDP dos aglomerados. Obtivemos resultados que ajudaram a determinar se um par de aglomerados é binário físico ou visual e se os sistemas são possivelmente resultantes de fusão ou em fase de dissolução.

Nossos resultados estão resumidos e discutidos a seguir:

(i) Para o caso do aglomerado NGC 376, apesar da idade ser similar a de K 50 (18 ± 2 Manos) as suas estrelas estão distribuídas num formato elíptico e mais regular (figura 4.16). Como ele é o segundo mais jovem de nossa amostra, sua regularidade no mapa de densidade pode indicar que seu sistema de sub-aglomerados formados nas fases iniciais já se fundiram ou que seja um sistema que está sobrevivendo à perda do gás dos primeiros milhões de anos da formação. Sabbi et al. (2011) utilizaram dados do HST para construir o RDP do aglomerado concluindo que se trata de um objeto em dissolução devido aos desvios encontrados em relação aos modelos EFF e King. Por outro lado, Carvalho et al. (2008) usaram dados do telescópio dinamarquês do ESO para construir o perfil de brilho superficial

ao qual não foi possível ajustar o modelo de EFF, pois o perfil apresentou cristas e vales em escalas de ~ 5 pc, concluindo com isso que o aglomerado se encontra em estado de fusão. Neste trabalho, mencionam que não encontraram aglomerado próximo que pudesse estar interagindo com NGC 376. Este aglomerado, assim como K 50, na verdade se encontra próximo a outro aglomerado, pouco populoso, que identificamos ser BS 114 (figura 4.31). Porém, são necessárias mais informações para se caracterizar o par. O RDP apresenta perturbações, mas que não impediram a convergência do ajuste de King, através do qual estimamos uma densidade de estrelas igual a $\sigma_0 = 1,8 \pm 0,1 \text{ estrelas}/(\text{pc})^2$, um raio nuclear de $r_c = 6,7 \pm 0,6$ pc e raio de maré $r_t = 18 \pm 1$ pc. A metalicidade que obtivemos por ajuste de isócronas foi de $[Fe/H] = -0,6 \pm 0,2$ e excesso de cor de $E(B - V) = 0,08 \pm 0,05$.

Embora um estudo mais profundo seja necessário para determinar o estágio evolutivo de NGC 376, notamos que o raio nuclear elevado para a sua idade (figura 4.37) é compatível com uma eficiência de formação estelar baixa e está de acordo com as simulações da dinâmica de N-corpos de Goodwin & Bastian (2006) (sua figura 2). Nestes modelos, para uma eficiência de formação estelar entre 10% e 30% um aglomerado com ~ 20 Manos perderia da ordem de 70% de sua massa podendo levar à sua dissolução. Em vista disso, NGC 376 pode estar em processo de dissolução.

(ii) O aglomerado BS 114 aparece como uma sobredensidade de estrelas distante cerca de 24 pc de NGC 376 (figura 4.31). Devido à sua pouca quantidade de estrelas e da dificuldade de descontaminação eficiente, escolhemos a sua região central para realizar um ajuste de isócronas da sua população estelar. O resultado foi um excesso de cor de $E(B - V) = 0,04$, metalicidade de $[Fe/H] = -0,3$ e idade de 400 Manos. Devido a diferença de idade de 380 Manos entre NGC 376 e BS 114 é possível que o par seja fruto de um processo de captura gravitacional, caso seja um par físico. Porém, devido a falta de evidências de interação no mapa de densidade de ambos não foi possível inferir sobre sua conexão, sendo preciso uma análise mais detalhada.

(iii) Para K 50 obtivemos no ajuste de isócronas um excesso de cor $E(B - V) = 0,07 \pm 0,03$, metalicidade de $[Fe/H] = -0,5 \pm 0,2$ e idade de 16 ± 7 Manos, sendo então o mais jovem de nossa amostra. Seu mapa de densidade, figura 4.14, apresentou uma distribuição de estrelas assimétrica sem um centro único, e seu RDP mostrou oscilação. Sua irregularidade tanto no RDP quanto no mapa de densidade pode indicar interação com outro aglomerado

(no caso, BS 123) ou pode ser que K 50 seja um sistema em processo de fusão a partir de sub-aglomerados originados nos estágios iniciais de formação. Como ele é um aglomerado jovem, alternativamente, pode ser que seja um sistema em dissolução resultante da perda do gás nos primeiros milhões de anos, o que torna o sistema menos coeso gravitacionalmente. O ajuste do modelo de King de 3 parâmetros não convergiu, sugerindo que o aglomerado não está em equilíbrio dinâmico, o que está de acordo com os cenários propostos acima. O resultado obtido para o ajuste do modelo de King de 2 parâmetros foi de densidade central igual a $\sigma_0 = 1,06 \pm 0,03 \text{ estrelas}/(\text{pc})^2$ e raio nuclear de $r_c = 4,1 \pm 0,6 \text{ pc}$. Assim como para NGC 376, K 50 também mostra um raio nuclear acima do valor esperado para aglomerados da mesma idade (figura 4.37). De acordo com o modelo de Goodwin & Bastian (2006) (sua figura 2), para uma eficiência de formação estelar de $\sim 40\%$ um aglomerado com ~ 15 Manos perderia da ordem de 20% de sua massa, um fator não tão drástico quanto no caso de NGC 376. Por isso, seu estágio evolutivo é mais difícil de determinar.

(iv) Próximo ao aglomerado K 50 existe uma sobredensidade de estrelas que identificamos como BS 123 (figura 4.33) a 25 pc de distância. Tivemos dificuldade de determinar o seu centro devido às flutuações na densidade de estrelas que caracterizam a sua população pouco numerosa, e por isso não fizemos o ajuste do modelo de King ao seu perfil de densidade. A idade que obtivemos pelo ajuste de isócronas foi de ≈ 25 Manos, cuja diferença de idade com K 50 é de 9 Manos. Devido à dificuldade da determinação do centro destes aglomerados e pela idade similar, podemos supor que o par pode estar em interação ou estar passando por processos similares de formação (descritos anteriormente para K 50). Porém, para ser possível inferir se o par K 50/BS 123 é binário gravitacional ou não são necessárias mais informações físicas. Do ajuste de isócronas, além da idade citada, obtivemos uma metalicidade de $[Fe/H] = -0,8$ e um excesso de cor de $E(B - V) = 0,06$ para BS 123, que são próximos dos valores para K 50.

(v) O aglomerado IC 1611 apresenta uma distribuição de estrelas regular e não mostra distorções devido à presença de um aglomerado companheiro (figura 4.19), apesar do seu raio de maré (51 pc) chegar a ultrapassar o par IC 1612/H 86-186 (figura 4.24), que dista dele cerca de 44 pc . Porém, não há evidência de interação entre IC 1611 e o par, sendo elas que podem estar projetados na mesma direção, mas a distâncias bem diferentes. O ajuste do seu RDP não apresenta grandes oscilações sendo possível obter bons ajustes do modelo

de King, no qual a densidade central foi de $\sigma_0 = 2,83 \pm 0,07 \text{ estrelas}/(\text{pc})^2$, raio nuclear de $r_c = 4,7 \pm 0,3 \text{ pc}$ e raio de maré de $r_t = 51 \pm 12 \text{ pc}$. O resultado obtido no ajuste de isócronas indica que ele é um aglomerado de 123 ± 17 Manos de idade, e possui excesso de cor de $E(B - V) = 0,05 \pm 0,04$ e metalicidade de $[Fe/H] = -0,8 \pm 0,2$. Não encontramos indícios de que este aglomerado seja um fruto de fusão.

(vi) O par IC 1612/H 86-186 apresenta no mapa de densidade (figura 4.21) uma conexão que envolve ambos os aglomerados com uma média densidade. Os seus centros estão a uma distância de 8,5 pc, e são mais próximos do que os pares K 50/BS 123 e NGC 376/BS 114. O raio limite de IC 1612 corresponde aproximadamente à distância entre o seu centro e o de H 86-186 (8,5 pc), e seus raios de maré individuais envolvem ambos os objetos. Como já citado, IC 1611, que se encontra a 44 pc do par, apresenta um raio de maré que engloba o par IC 1612/H 86-186, porém não apresenta evidências de interação com eles.

No ajuste de isócronas o par apresentou um igual excesso de cor de $E(B - V) = 0,09 \pm 0,05$. Para IC 1612, a metalicidade obtida foi de $[Fe/H] = -0,9 \pm 0,1$ e idade de 41 ± 6 Manos; já para H 86-186, a metalicidade foi de $[Fe/H] = -0,4 \pm 0,1$ e idade de 102 ± 14 Manos. A diferença na idade do par é de 61 Manos, o que pode indicar que os dois objetos foram formados em sequência a partir da mesma nuvem molecular ou são fruto de um processo de captura gravitacional ou passagem próxima. Ambos os RDPs do par, que foram realizados para as metades opostas dos aglomerados, mostraram oscilação em densidade, porém ainda assim foi possível obter ajuste do modelo de King. Este ajuste resultou num raio nuclear de $r_c = 3,2 \pm 0,6 \text{ pc}$ para ambos os aglomerados e um raio de maré similar de $r_t = 18 \pm 4 \text{ pc}$ para IC 1612 e de $r_t = 22 \pm 6 \text{ pc}$ para H 86-186. A densidade central de IC 1612 foi de $\sigma_0 = 3,1 \pm 0,1 \text{ estrelas}/(\text{pc})^2$ e para H 86-186, foi de $\sigma_0 = 1,89 \pm 0,03 \text{ estrelas}/(\text{pc})^2$.

(vii) O mapa de densidade para IC 1641 e NGC 422 (figura 4.25) apresentou uma clara conexão entre ambos formando uma "ponte de estrelas". Tal conexão é uma indicação de interação entre aglomerados, pela existência de uma região mais densa de estrelas que a média do céu conectando os dois objetos. Os CMDs de ambos apresentaram dois turn-off, indicando superposição das estrelas dos dois objetos, seja devido a efeitos de maré mútuos ou uma simples superposição na linha de visada. O resultado do ajuste de isócronas para NGC 422 foi de excesso de cor $E(B - V) = 0,05 \pm 0,03$ e idade de 126 ± 12 Manos; para IC 1641, o excesso de cor foi $E(B - V) = 0,02 \pm 0,02$ e idade de 708 ± 130 Manos. A

diferença das idades é de 580 Manos, o que nos leva a supor que a interação do par surgiu de um processo de captura gravitacional ou mesmo pela passagem próxima de um pelo outro. As metalicidades estimadas foram similares: $[Fe/H] = -0,8 \pm 0,3$ para NGC 422 e $[Fe/H] = -0,7 \pm 0,1$ para IC 1641. No ajuste do modelo de King para as metades opostas de ambos os aglomerados obtivemos densidade central de $\sigma_0 = 1,3 \pm 0,1 \text{ estrelas}/(\text{pc})^2$, raio nuclear de $r_c = 3,2 \pm 0,6 \text{ pc}$ e raio de maré de $r_t = 12 \pm 3 \text{ pc}$ para NGC 422; para IC 1641, obtivemos uma densidade central de $\sigma_0 = 0,83 \pm 0,07 \text{ estrelas}/(\text{pc})^2$, raio nuclear de $r_c = 4,1 \pm 0,9 \text{ pc}$ e raio de maré $r_t = 19 \pm 5 \text{ pc}$.

Os raios de maré e o raio limite (8,7 pc) do aglomerado jovem NGC 422 são similares (figura 4.30), o que indica que ele é compacto e com limite gravitacional bem definido. O raio de maré resultante da análise da metade do aglomerado mais velho IC 1641 é aproximadamente igual à distância entre os centros dos dois aglomerados (19,8 pc), o que leva a acreditar, juntamente com a existência da ponte de estrelas entre os dois objetos, que se trata de um par físico.

(viii) O aglomerado BS196 mostrou-se ser o mais velho da amostra, com uma distribuição elíptica de estrelas (figura 3.8), que concorda com a literatura. Notamos que para este aglomerado, a sensibilidade quanto ao limite do ajuste sobre o céu modifica bastante o valor do raio de maré, o que pode ser devido à pouca quantidade de estrelas do aglomerado em comparação com o céu. No ajuste do modelo de King a densidade central obtida foi de $\sigma_0 = 0,94 \pm 0,07 \text{ estrelas}/(\text{pc})^2$, raio nuclear de $r_c = 3,8 \pm 0,6 \text{ pc}$ e raio de maré de $r_t = 12 \pm 1 \text{ pc}$, que é diferente do resultado do estudo de Bica et al. (2008b). Essa diferença pode ser devido a este estudo ter considerado a posição projetada das estrelas em forma elíptica ao realizar o ajuste do modelo de King. No ajuste de isócronas o excesso de cor resultante foi de $E(B - V) = 0,02 \pm 0,02$, a metalicidade de $[Fe/H] = -1,4 \pm 0,1$ e a idade de $4470 \pm 820 \text{ Manos}$, concordando com Bica et al. (2008b), onde determinaram uma idade de $5,0 \pm 0,5 \text{ Ganos}$ para BS 196.

Capítulo 6

Conclusão

Nossos resultados não confirmam como interagentes os pares estudados, apenas dão indicações que levam a suspeitar que particularmente IC 1641/NGC 422 e IC 1612/H 86-186 sejam binários físicos. Para confirmar a natureza destes objetos seriam necessárias novas informações físicas como suas massas e velocidades espaciais. Com este tipo de informação seria possível obter a energia relativa entre os componentes do par e compará-la com a energia de ligação do sistema, e com isso concluir sobre a binaridade física do par. Outros parâmetros derivados destas informações são as escalas de tempo de evaporação e relaxação.

Neste sentido, uma extensão natural deste trabalho é a determinação das massas dos aglomerados através de sua luz integrada comparada a modelos de população simples ou construindo a função de luminosidade e convertendo-a para função de massa com o auxílio da isócrona que reproduz a idade do aglomerado. Ambos os métodos foram utilizados em Maia et al. (2014).

A obtenção de velocidades radiais e abundâncias químicas das estrelas dos aglomerados é difícil porque mesmo para telescópios de 8 m a magnitude aparente à distância da PNM impede a obtenção de espectros com sinal-ruído razoável. Mucciarelli et al. (2012) fizeram um estudo espectroscópico com o VLT do par NGC 2136/NGC 2137 pertencente à GNM.

Eles observaram 11 estrelas gigantes do par, já no limite da instrumentação, com magnitude $K < 13,5$ ($V < 16,7$ para tipo espectral K3III) concluindo que se trata de um binário físico porque as dispersões das velocidades e das abundâncias determinadas são pequenas. No caso do par IC 1641/NGC 422 a faixa de magnitude das 10 estrelas mais brilhantes é de $V \approx 16 - 18$, o que faz com que observações deste tipo necessite de instrumentação ainda mais sensível. Exceto NGC 376, todos os outros aglomerados contêm poucas estrelas mais brilhantes do que a magnitude $V \approx 16$.

Apêndice A

Apêndice

A.1 Determinação da magnitude instrumental

A.1.1 Script usado na determinação da magnitude instrumental

pro magnitude_corrige

;Programa para calcular a magnitude e erro na magnitude baseado no fluxo das estrelas
;em arquivo txt. É necessário que seja criado, antes de rodar o programa, um arquivo
;chamado "filenames.txt" com uma lista com somente os nomes dos arquivos com os fluxos
;a serem usados. Estes arquivos precisam ter um nome padrão que inclua o valor do tempo
;de exposição. Esse padrão deve ser considerado, e também o valor da coluna onde está
;escrito os valores dos fluxos e erro no fluxo.

;Este programa: lê arquivos de entrada com 7 colunas de dados (X Y Flux Sigma_X Sigma_Y Sigma_Flux
Correlation)

;Este programa: lê arquivos com nome padrão do tipo: nomedoobjeto_exp_detec_idl.txt

;definindo string

filename_in=""

filename_out=""

;definindo inteiro

I=0

time_expo="" ;variável de tempo de exposição

expo=0 ;referência do tempo de exposição

T=0 ;tempo de exposição

OPENR,1,'filenames_in.txt'

FOR I=0,11 DO BEGIN

READF,1,filename_in

filename_out='mag_'+filename_in

OPENW,3,filename_out

```

time_expo=STRMID(filename_in,16,3,/reverse_offset)

IF (time_expo eq 480) THEN BEGIN
expo=1
ENDIF ELSE BEGIN
IF (time_expo eq 195) THEN BEGIN
expo=2
ENDIF ELSE BEGIN
expo=3
ENDELSE
ENDELSE

CASE expo OF
1:T=480.
2:T=195.
3:T=5.
ENDCASE

stars_detec=read_float_data(filename_in,7)

;calculo de magnitude com os dados do item I e tempo de exposição T
mag_detec=25.-2.5*log10(stars_detec[2,*])+2.5*log10(T)

;calculo do erro na magnitude com os dados do item I
errmag_detec=1.0857*stars_detec[5,*]/stars_detec[2,*]

PRINTF,3,transpose([[transpose(stars_detec)],[transpose(mag_detec)]] &
,[transpose(errmag_detec)]))

CLOSE,3

ENDFOR
CLOSE,1
END

```

A.1.2 Conteúdo do arquivo filenames_in.txt

```

scm_bs196_B_480_detec_idl.txt
scm_bs196_V_195_detec_idl.txt
scm_ic1612_B_480_detec_idl.txt
scm_ic1612_V_195_detec_idl.txt
scm_ic1641n422_B_480_detec_idl.txt
scm_ic1641n422_V_195_detec_idl.txt
scm_k50_B_480_detec_idl.txt
scm_k50_V_195_detec_idl.txt
scm_n376_B_480_detec_idl.txt
scm_n376_V_195_detec_idl.txt
scm_TPhe_B_005_detec_idl.txt
scm_TPhe_V_005_detec_idl.txt

```

A.2 Parâmetros usados nas tarefas do IRAF

```

lpar zerocombine
  input = "*.fits"          List of zero level images to combine
  (output = "Zero")        Output zero level name
  (combine = "average")    Type of combine operation
  (reject = "minmax")      Type of rejection
  (ccdtype = "ZERO")      CCD image type to combine
  (process = no)           Process images before combining?
  (delete = no)            Delete input images after combining?
  (scale = "none")         Image scaling
  (statsec = "")           Image section for computing statistics
  (nlow = 0)                minmax: Number of low pixels to reject
  (nhigh = 1)              minmax: Number of high pixels to reject
  (nkeep = 1)              Minimum to keep (pos) or maximum to reject (neg)
  (mclip = yes)            Use median in sigma clipping algorithms?
  (lsigma = 3.)            Lower sigma clipping factor
  (hsigma = 3.)            Upper sigma clipping factor
  (rdnoise = "0.")         ccdclip: CCD readout noise (electrons)
  (gain = "1.")            ccdclip: CCD gain (electrons/DN)
  (snoise = "0.")         ccdclip: Sensitivity noise (fraction)
  (pclip = -0.5)           pclip: Percentile clipping parameter
  (blank = 0.)            Value if there are no pixels
  (mode = "ql")

```

Figura A.1: Parâmetros usados na tarefa ZEROCOMBINE

```

lpar ccdproc
  images = ""           List of Mosaic CCD images to process
  (output = "")        List of output processed images
  (bpmasks = "")       List of output bad pixel masks
  (ccdtype = "OBJECT") CCD image type to process
  (noproc = no)        List processing steps only?\n
  (xtalkcor = no)      Apply crosstalk correction?
  (fixpix = no)        Apply bad pixel mask correction?
  (overscan = yes)     Apply overscan strip correction?
  (trim = yes)         Trim the image?
  (zerocor = yes)      Apply zero level correction?
  (darkcor = no)       Apply dark count correction?
  (flatcor = no)       Apply flat field correction?
  (sflatcor = no)     Apply sky flat field correction?
  (split = no)         Use split images during processing?
  (merge = no)         Merge amplifiers from same CCD?\n
  (xtalkfile = "")     Crosstalk file
  (fixfile = "")       List of bad pixel masks
  (saturation = "INDEF") Saturated pixel threshold
  (sgrow = 0)          Saturated pixel grow radius
  (bleed = "INDEF")    Bleed pixel threshold
  (btrail = 20)        Bleed trail minimum length
  (bgrow = 0)          Bleed pixel grow radius
  (biassec = "!biassec") Overscan strip image section
  (trimsec = "!trimsec") Trim data section
  (zero = "Zero")      List of zero level calibration images
  (dark = "")          List of dark count calibration images
  (flat = "")          List of flat field images
  (sflat = "")         List of secondary flat field images
  (minreplace = 1.)    Minimum flat field value\n
  (interactive = no)   Fit overscan interactively?
  (function = "legendre") Fitting function
  (order = 2)          Number of polynomial terms or spline pieces
  (sample = "28:2048") Sample points to fit
  (naverage = 1)       Number of sample points to combine
  (niterate = 1)       Number of rejection iterations
  (low_reject = 3.)    Low sigma rejection factor
  (high_reject = 3.)   High sigma rejection factor
  (grow = 0.)          Rejection growing radius
  (fd = "")
  (fd2 = "")
  (mode = "ql")

```

Figura A.2: Parâmetros editados na tarefa CCDPROC antes da execução

```

lpar flatcombine
  input = "*.fits"      List of flat field images to combine
  (output = "Flat")    Output flat field root name
  (combine = "median") Type of combine operation
  (reject = "avsigclip") Type of rejection
  (ccdtype = "FLAT")   CCD image type to combine
  (process = yes)      Process images before combining?
  (subsets = yes)      Combine images by subset parameter?
  (delete = no)        Delete input images after combining?
  (scale = "mode")     Image scaling
  (statsec = "")       Image section for computing statistics
  (nlow = 1)           minmax: Number of low pixels to reject
  (nhigh = 1)          minmax: Number of high pixels to reject
  (nkeep = 1)          Minimum to keep (pos) or maximum to reject (neg)
  (mclip = yes)        Use median in sigma clipping algorithms?
  (lsigma = 3.)        Lower sigma clipping factor
  (hsigma = 3.)        Upper sigma clipping factor
  (rdnoise = "0.")     ccdclip: CCD readout noise (electrons)
  (gain = "1.")        ccdclip: CCD gain (electrons/DN)
  (snoise = "0.")     ccdclip: Sensitivity noise (fraction)
  (pclip = -0.5)       pclip: Percentile clipping parameter
  (blank = 1.)         Value if there are no pixels
  (mode = "ql")

```

Figura A.3: Parâmetros usados na tarefa FLATCOMBINE

Referências Bibliográficas

- Angelo, M. S. 2012, Master's thesis, Universidade Federal de Minas Gerais, Belo Horizonte, MG, Brasil
- Bertelli, G., Bressan, A., Chiosi, C., Fagotto, F., & Nasi, E. 1994, *A&AS*, 106, 275
- Bertelli, G., Girardi, L., Marigo, P., & Nasi, E. 2008, *A&A*, 484, 815
- Bertelli, G., Nasi, E., Girardi, L., & Marigo, P. 2009, *A&A*, 508, 355
- Bhatia, R. K. & Hatzidimitriou, D. 1988, *MNRAS*, 230, 215
- Bica, E., Bonatto, C., Dutra, C. M., & Santos, J. F. C. 2008a, *MNRAS*, 389, 678
- Bica, E. & Dutra, C. M. 2000, *AJ*, 119, 1214
- Bica, E., Santos, Jr., J. F. C., & Schmidt, A. A. 2008b, *MNRAS*, 391, 915
- Bica, E. L. D. & Schmitt, H. R. 1995, *ApJS*, 101, 41
- Binney, J. & Merrifield, M. 1998, *Galactic Astronomy* (Princeton, New Jersey, USA: Princeton University Press)
- Bonatto, C. & Bica, E. 2007, *MNRAS*, 377, 1301
- Bonnell, I. A., Bate, M. R., & Vine, S. G. 2003, *MNRAS*, 343, 413
- Boutloukos, S. G. & Lamers, H. J. G. L. M. 2003, *MNRAS*, 338, 717
- Bressan, A., Marigo, P., Girardi, L., et al. 2012, *MNRAS*, 427, 127
- Burstein, D. & Heiles, C. 1982, *AJ*, 87, 1165
- Carvalho, L., Saurin, T. A., Bica, E., Bonatto, C., & Schmidt, A. A. 2008, *A&A*, 485, 71

- Chen, Y., Bressan, A., Girardi, L., et al. 2015, MNRAS, 452, 1068
- Chen, Y., Girardi, L., Bressan, A., et al. 2014, MNRAS, 444, 2525
- Chiosi, E., Vallenari, A., Held, E. V., Rizzi, L., & Moretti, A. 2006, A&A, 452, 179
- de Grijs, R. 2010, Philosophical Transactions of the Royal Society of London A: Mathematical, Physical and Engineering Sciences, 368, 693
- de La Fuente Marcos, R. & de La Fuente Marcos, C. 2009, A&A, 500, L13
- de Oliveira, M. R., Bica, E., & Dottori, H. 2000a, MNRAS, 311, 589
- de Oliveira, M. R., Dutra, C. M., Bica, E., & Dottori, H. 2000b, A&AS, 146, 57
- Dias, W. S., Alessi, B. S., Moitinho, A., & Lépine, J. R. D. 2002, A&A, 389, 871
- Diolaiti, E., Bendinelli, O., Bonaccini, D., et al. 2000, A&AS, 147, 335
- Dotter, A., Sarajedini, A., Anderson, J., et al. 2010, ApJ, 708, 698
- Elson, R. A. W., Fall, S. M., & Freeman, K. C. 1987, ApJ, 323, 54
- Gardiner, L. T. & Noguchi, M. 1996, MNRAS, 278, 191
- Girardi, L., Bertelli, G., Bressan, A., et al. 2002, A&A, 391, 195
- Glatt, K., Gallagher, J. S., Grebel, E. K., et al. 2008a, ArXiv e-prints, 0801.1111
- Glatt, K., Grebel, E. K., & Koch, A. 2010, A&A, 517, A50
- Glatt, K., Grebel, E. K., Sabbi, E., et al. 2008b, AJ, 136, 1703
- Goodwin, S. P. & Bastian, N. 2006, MNRAS, 373, 752
- Hammer, F., Yang, Y. B., Flores, H., Puech, M., & Fouquet, S. 2015, ApJ, 813, 110
- Harris, J. & Zaritsky, D. 2006, AJ, 131, 2514
- Haschke, R., Grebel, E. K., & Duffau, S. 2011, AJ, 141, 158
- Hatzidimitriou, D. & Bhatia, R. K. 1990, A&A, 230, 11
- Hill, A. & Zaritsky, D. 2006, AJ, 131, 414

- Howk, J. C., Lehner, N., Fields, B. D., & Mathews, G. J. 2012, *NAT*, 489, 121
- Innanen, K. A., Wright, A. E., House, F. C., & Keenan, D. 1972, *MNRAS*, 160, 249
- Kallivayalil, N., van der Marel, R. P., & Alcock, C. 2006, *ApJ*, 652, 1213
- Kerber, L. O., Santiago, B. X., Castro, R., & Valls-Gabaud, D. 2002, *A&A*, 390, 121
- King, I. 1962, *AJ*, 67, 471
- Lada, C. J. & Lada, E. A. 2003, *ARA&A*, 41, 57
- Landolt, A. U. 1992, *AJ*, 104, 340
- Lejeune, T. & Schaerer, D. 2001, *A&A*, 366, 538
- Mackey, A. D. & Gilmore, G. F. 2003, *MNRAS*, 338, 120
- Maia, F. F. S. 2007, PhD thesis, Universidade Federal de Minas Gerais, Belo Horizonte, MG, Brasil
- Maia, F. F. S., Corradi, W. J. B., & Santos, Jr., J. F. C. 2010, *MNRAS*, 407, 1875
- Maia, F. F. S., Piatti, A. E., & Santos, J. F. C. 2014, *MNRAS*, 437, 2005
- Massey, P. 1992, *A User's Guide to Stellar CCD Photometry with IRAF*, NOAO, Tucson, Arizona
- Mathewson, D. S., Cleary, M. N., & Murray, J. D. 1974, *ApJ*, 190, 291
- Mellinger, A. 2009, *PASP*, 121, 1180
- Moore, B. & Davis, M. 1994, *MNRAS*, 270, 209
- Mucciarelli, A., Origlia, L., Ferraro, F. R., Bellazzini, M., & Lanzoni, B. 2012, *ApJL*, 746, L19
- Nidever, D. L., Majewski, S. R., Butler Burton, W., & Nigra, L. 2010, *ApJ*, 723, 1618
- Piatti, A. E., Santos, Jr., J. F. C., Clariá, J. J., et al. 2005, *A&A*, 440, 111
- Piatti, A. E., Sarajedini, A., Geisler, D., Clark, D., & Seguel, J. 2007, *MNRAS*, 377, 300
- Pietrzynski, G. & Udalski, A. 1999, *Acta Astron.*, 49, 157

- Piotto, G. 2009, in IAU Symposium, Vol. 258, IAU Symposium, ed. E. E. Mamajek, D. R. Soderblom, & R. F. G. Wyse, 233–244
- Rieke, G. H. & Lebofsky, M. J. 1985, *ApJ*, 288, 618
- Rubele, S., Kerber, L., & Girardi, L. 2010, *MNRAS*, 403, 1156
- Sabbi, E., Nota, A., Tosi, M., et al. 2011, *ApJ*, 739, 15
- Salaris, M., Weiss, A., & Percival, S. M. 2004, *A&A*, 414, 163
- Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, *ApJ*, 500, 525
- Skowron, D. M., Jacyszyn, A. M., Udalski, A., et al. 2014, *ApJ*, 795, 108
- Stetson, P. B. 2000, *PASP*, 112, 925
- Talavera, M. L., Ahumada, A. V., Clariá, J. J., et al. 2007, *Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía La Plata Argentina*, 50, 157
- Tang, J., Bressan, A., Rosenfield, P., et al. 2014, *MNRAS*, 445, 4287
- Tautvaišienė, G., Wallerstein, G., Geisler, D., Gonzalez, G., & Charbonnel, C. 2004, *AJ*, 127, 373
- Tody, D. 1993, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 52, *Astronomical Data Analysis Software and Systems II*, ed. R. J. Hanisch, R. J. V. Brissenden, & J. Barnes, 173
- Udalski, A. 1998, *Acta Astron.*, 48, 383
- Udalski, A., Kubiak, M., & Szymanski, M. 1997, *Acta Astron.*, 47, 319
- van der Marel, R. P., Kallivayalil, N., & Besla, G. 2009, in IAU Symposium, Vol. 256, IAU Symposium, ed. J. T. Van Loon & J. M. Oliveira, 81–92
- Westerlund, B. E. 1997, *The Magellanic Clouds* (Cambridge University Press)