

UNIVERSIDADE FEDERAL DE ITAJUBÁ  
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM  
FÍSICA E MATEMÁTICA APLICADA

Thiago Costa Caetano

**Projeto de imageamento de aglomerados abertos  
realizado no Observatório do Pico dos Dias - OPD**  
Estudo fotométrico e cinemático de 15 aglomerados abertos do  
hemisfério Sul

*Dissertação apresentada ao Programa de pós-graduação em Física e Matemática Aplicada da Universidade Federal de Itajubá, como parte dos requisitos para obtenção do título de Mestre em Física e Matemática Aplicada*

Área de concentração: Astrofísica

ORIENTADOR: Prof. Dr. Wilton S. Dias

Fevereiro de 2010  
Itajubá - MG

Ficha catalográfica elaborada pela Biblioteca Mauá –  
Bibliotecária Margareth Ribeiro- CRB\_6/1700

C128p

Caetano, Thiago Costa

Projeto de imageamento de aglomerados abertos realizado no Observatório do Pico Dias - OPD : estudo fotométrico e cinematográfico de 15 aglomerados abertos do hemisfério sul / Thiago Costa Caetano. -- Itajubá, (MG) : [s.n.], 2010.

174 p. : il.

Orientador: Prof. Dr. Wilton S. Dias.

Dissertação (Mestrado) – Universidade Federal de Itajubá.

1. Fotometria. 2. Redução de dados. 3. Aglomerados abertos. 4. Estrutura da Galáxia. I. Dias, Wilton S., orient. II. Universidade Federal de Itajubá. III. Título.

## Resumo

Os aglomerados abertos são considerados excelentes traçadores da estrutura espiral da Galáxia, pois sua distância e sua idade podem ser determinadas com boa precisão através dos diagramas cor-cor e cor-magnitude, e as informações cinemáticas desses objetos possibilitam o estudo de suas órbitas no potencial galáctico.

Pode-se encontrar essas informações para centenas de objetos no catálogo de aglomerados abertos DAML02 (Dias et al. 2002), contudo, observa-se que, para cerca de metade dos objetos no catálogo, os parâmetros fundamentais, excesso de cor, distância e idade; e os parâmetros cinemáticos, movimentos próprios e velocidade radial; não são conhecidos. Por esse motivo nosso grupo iniciou em 2008 um projeto observational com o telescópio de 0.6 m do OPD, no qual deve-se observar dezenas de aglomerados abertos.

Nesse trabalho apresentamos os resultados obtidos a partir da análise dos dados de 15 aglomerados abertos no hemisfério Sul. São fornecidos os valores obtidos para os parâmetros fundamentais, a partir da análise dos diagramas fotométricos em UBVRI, e os valores para os movimentos próprios, obtidos aqui de duas formas diferentes. O procedimento de redução das imagens é discutido em detalhes, apresentando todos os programas construídos pelo nosso grupo para o processamento automático dos dados.

## **Abstract**

Open clusters are considered good tracers of the Galaxy's spiral structure because their distance and age can be determined with good precision through their color-color and color-magnitude diagrams and their kinematical information can be used to provide their orbits in the galactic potential.

These informations can be found in the DAML02 catalog for hundreds of open clusters, however, we can notice that there is a significant number of objects for which the fundamental parameters (reddening, distance and age) and kinematical parameters (proper motions and radial velocity) remain unknown. That is why our group has begun in 2008 an observational project with the 0.6 m Boller & Chivens telescope at OPD, to observe dozens of open clusters.

In this work we present the results from the analysis of the data of 15 southern open star clusters. Their fundamental parameters, obtained from the analysis of the UBVRI photometric diagrams, has been provided and the mean proper motion has been derived here by two different ways. The reduction steps are described with details and all programs which have been used by our group to perform the automatic processing are presented.

# Conteúdo

<b>1</b>	<b>Introdução</b>	<b>1</b>
<b>2</b>	<b>Observações e redução dos dados</b>	<b>5</b>
2.1	Observações . . . . .	5
2.2	Redução dos dados . . . . .	9
2.2.1	Subtração do bias . . . . .	10
2.2.2	Correção do obturador . . . . .	11
2.2.3	Correção de <i>flat field</i> . . . . .	15
2.2.4	Correção da massa de ar . . . . .	17
2.2.5	<i>Pipeline</i> de redução de dados . . . . .	19
2.2.6	Procedimento de redução das imagens . . . . .	22
2.2.7	Astrometria . . . . .	31
2.2.8	Sumário . . . . .	49
<b>3</b>	<b>Calibrações fotométricas e determinação de parâmetros físicos</b>	<b>52</b>
3.1	Calibrações fotométricas . . . . .	52
3.1.1	Extinção atmosférica . . . . .	52
3.1.2	Transformação para o sistema padrão . . . . .	54
3.1.3	Erros fotométricos . . . . .	60
3.2	Determinação de parâmetros físicos . . . . .	67
3.2.1	Excesso de cor . . . . .	67
3.2.2	Distâncias . . . . .	70
3.2.3	Idades . . . . .	71
3.2.4	Movimentos próprios . . . . .	75
3.2.5	Determinação dos erros . . . . .	78
3.2.6	Alguns comentários . . . . .	80
<b>4</b>	<b>Resultados</b>	<b>84</b>
4.1	Collinder 275 . . . . .	84
4.2	ESO 275-01 . . . . .	89

4.3	Ruprecht 112 . . . . .	93
4.4	Ruprecht 117 . . . . .	96
4.5	Ruprecht 170 . . . . .	99
4.6	Trumpler 25 . . . . .	102
4.7	ESO 137-23 . . . . .	105
4.8	ESO 335-05 . . . . .	107
4.9	Ruprecht 176 . . . . .	109
4.10	ESO 065-07 . . . . .	113
4.11	ESO 134-12 . . . . .	115
4.12	ESO 281-24 . . . . .	119
4.13	ESO 332-20 . . . . .	121
4.14	Loden 1202 . . . . .	124
4.15	Ruprecht 133 . . . . .	127
<b>5</b>	<b>Conclusões e perspectivas futuras</b>	<b>130</b>
<b>A</b>	<b>O programa <i>HeadX</i></b>	<b>134</b>
<b>B</b>	<b>O <i>Main Sequence Fitting Program</i> (MSFP)</b>	<b>141</b>
<b>C</b>	<b>Diário de observações</b>	<b>149</b>

# Listas de Figuras

2.1	Máscara do tempo de abertura e fechamento do obturador . . . . .	14
2.2	Erro devido ao tempo de abertura do obturador . . . . .	15
2.3	Massa de ar em função do ângulo horário . . . . .	18
2.4	Interface do <i>AutoStarfinder</i> . . . . .	24
2.5	Histograma do ruído com o <i>AutoStarfinder</i> . . . . .	26
2.6	Representação da Esfera Celeste . . . . .	32
2.7	Projeção gnomônica . . . . .	33
2.8	Primeira rotação do sistema de referências . . . . .	34
2.9	Segunda rotação do sistema de referências . . . . .	35
2.10	Representação final do sistema de coordenadas . . . . .	37
2.11	Histograma do teste de escala . . . . .	42
2.12	Imagem observada e projeção gnomônica do respectivo campo	44
2.13	Histograma do teste de rotação . . . . .	45
2.14	Histograma da segunda fase do teste de rotação . . . . .	47
2.15	Comparação das imagens no teste de translação . . . . .	48
2.16	Valores típicos para o erro astrométrico . . . . .	50
3.1	Extinção atmosférica em 17 de abril de 2009 . . . . .	55
3.2	Extinção atmosférica em 18 de abril de 2009 . . . . .	56
3.3	Extinção atmosférica em 19 de abril de 2009 . . . . .	57
3.4	Extinção atmosférica em 10 de maio de 2009 . . . . .	58
3.5	Resíduo dos ajustes para 17 de abril . . . . .	61
3.6	Resíduo dos ajustes para 18 de abril . . . . .	62
3.7	Resíduo dos ajustes para 19 de abril . . . . .	63
3.8	Resíduo dos ajustes para 10 de maio . . . . .	64
3.9	Erros estatísticos típicos das magnitudes instrumentais . . . . .	66
3.10	Diagrama cor-cor para determinação do excesso de cor . . . . .	70
3.11	Diagrama cor-magnitude para a determinação das distâncias .	72
3.12	Isócronas . . . . .	74
3.13	Ajuste de isócrona para o ESO 275-01 . . . . .	82
3.14	Identificação de aglomerados a partir do VPD . . . . .	83

4.1	Mapa do campo na região do aglomerado Collinder	275 . . . . .	86
4.2	Diagramas fotométricos para o aglomerado Collinder	275 . . . . .	88
4.3	Mapa do campo do aglomerado ESO 275-01 . . . . .	90	
4.4	RDP do campo do ESO 275-01 . . . . .	91	
4.5	Diagramas fotométricos para o aglomerado ESO 275-01 . . . . .	92	
4.6	Mapa da região do aglomerado Ruprecht 112 . . . . .	94	
4.7	Diagramas fotométricos para Ruprecht 112 . . . . .	95	
4.8	Mapa da região do aglomerado Ruprecht 117 . . . . .	97	
4.9	Diagramas fotométricos para Ruprecht 117 . . . . .	98	
4.10	Mapa da região do aglomerado Ruprecht 170 . . . . .	99	
4.11	Diagramas fotométricos para Ruprecht 170 . . . . .	101	
4.12	Mapa da região do aglomerado Trumpler 25 . . . . .	102	
4.13	Diagramas fotométricos para Trumpler 25 . . . . .	104	
4.14	Diagramas fotométricos para o ESO 137-23 . . . . .	105	
4.15	VPDs e CMDs para ESO 137-23 . . . . .	106	
4.16	Diagramas fotométricos para o aglomerado ESO 335-05 . . . . .	107	
4.17	VPDs para o aglomerado ESO 335-05 . . . . .	108	
4.18	RDP para as estrelas no campo do aglomerado Ruprecht	176 . . . . .	109
4.19	Mapa da região do aglomerado Ruprecht 176 . . . . .	110	
4.20	Diagramas fotométricos para Ruprecht 176 . . . . .	112	
4.21	Diagramas fotométricos para o aglomerado ESO 065-07 . . . . .	113	
4.22	VPDs para o aglomerado ESO 065-07 . . . . .	114	
4.23	VPDs para o aglomerado ESO 134-12 . . . . .	116	
4.24	Mapa da região do aglomerado ESO 134-12 . . . . .	117	
4.25	Diagramas fotométricos para ESO 134-12 . . . . .	118	
4.26	Diagramas fotométricos para o ESO 281-24 . . . . .	119	
4.27	VPD para o aglomerado ESO 281-24 . . . . .	120	
4.28	Mapa do campo do aglomerado ESO 332-20 . . . . .	122	
4.29	Diagramas fotométricos para o aglomerado ESO 332-20 . . . . .	123	
4.30	Mapa do campo do aglomerado Loden 1202 . . . . .	124	
4.31	Diagramas fotométricos para o aglomerado Loden 1202 . . . . .	125	
4.32	Mapa do campo do aglomerado Ruprecht 133 . . . . .	128	
4.33	Diagramas fotométricos para o aglomerado Ruprecht 133 . . . . .	129	
A.1	Interface do programa <i>HeadX</i> . . . . .	136	
A.2	Caixa de diálogo <i>inserir coluna</i> . . . . .	137	
A.3	Caixa de diálogo <i>Editiar campos do header</i> . . . . .	137	
A.4	Gráfico de superfície feito pelo <i>HeadX</i> . . . . .	139	
A.5	Caixa de diálogo <i>Visualizar imagens</i> . . . . .	140	
B.1	Interface do MSFP . . . . .	142	

B.2	Interface do MSFP com vários diagramas . . . . .	144
B.3	Caixa de diálogo <i>coordinates</i> . . . . .	145
B.4	Ferramentas interativas do MSFP . . . . .	147

# **Lista de Tabelas**

2.1	Aglomerados observados . . . . .	7
3.1	Coeficientes de extinção . . . . .	59
3.2	Erros residuais dos ajustes . . . . .	65
3.3	Coeficientes dos ajustes . . . . .	65
3.4	Precisão típica para uma medida fotométrica individual . . . . .	67
3.5	Erros fotométricos finais . . . . .	67
3.6	Coordenadas galácticas dos aglomerados observados . . . . .	76
4.1	Resultados . . . . .	85
C.1	Diário de observações para a noite de 17 de abril de 2009 . . .	150
C.2	Diário de observações para a noite de 18 de abril de 2009 . . .	153
C.3	Diário de observações para a noite de 19 de abril de 2009 . . .	158
C.4	Diário de observações para a noite de 10 de maio de 2009 . . .	163

# Capítulo 1

## Introdução

As estrelas se formam a partir do material interestelar, gás e poeira, através de um processo de instabilidade gravitacional que pode ser iniciado por uma perturbação externa, como a interação gravitacional ou mesmo através do choque mecânico entre a nuvem e outros objetos. Dependendo da intensidade da perturbação aplicada à nuvem, ela sofre contração até que as regiões centrais atinjam as condições necessárias para que se iniciem as reações nucleares. Observa-se que as massas envolvidas são muito superiores às massas de estrelas típicas. Por este motivo foram desenvolvidos modelos para a formação estelar em que a nuvem original se fragmenta durante o processo de instabilidade. Como resultado, os objetos formados possuiriam massas comparáveis à de estrelas típicas. Ao final de todo o processo o que se tem é um aglomerado de estrelas formadas a partir da mesma nuvem, portanto, com a mesma composição química inicial. Além disso, como o tempo envolvido na formação estelar é relativamente pequeno, pode-se considerar que todas as estrelas de um aglomerado possuem aproximadamente a mesma idade. Pode-se também considerar, com boa precisão, que todas as estrelas de um aglomerado encontram-se a mesma distância da Terra, uma vez que as dimensões do objeto são relativamente insignificantes.

Os aglomerados abertos são formados por estrelas jovens, com alta metallocidade e estão concentrados no disco da Galáxia. Alguns exemplos de aglomerados abertos são a *Caixinha de Jóias*, situado na constelação do Cruzeiro

do Sul, e as *Pléiades*, que fica localizado na constelação do Touro. Os aglomerados abertos são objetos particularmente importantes para a realização de diversas investigações em astrofísica, entre elas sobre a estrutura da Galáxia, uma vez que suas distâncias e idades podem ser determinadas com boa precisão através da análise dos seus diagramas cor-cor e cor-magnitude. Além disso, suas velocidades espaciais médias podem ser determinadas com base nos movimentos próprios e velocidades radiais das estrelas que os compõem, tornando possível o estudo de suas órbitas no potencial galáctico. Como exemplo, podemos citar o trabalho recente de Wu et al. (2009) no qual um estudo interessante sobre as órbitas dos aglomerados abertos é feito com base nos dados do catálogo DAML02. Portanto, os aglomerados abertos são traçadores eficientes da estrutura da nossa Galáxia (ver detalhes em Dias & Lépine (2005) por exemplo).

Com a publicação do catálogo Hipparcos (ESA, 1997) e os subprodutos (catálogo Tycho (ESA 1997) e o catálogo Tycho2 (Høg et al., 2000)), e com trabalhos individuais utilizando CCDs para fotometria e astrometria, em um curto período de tempo houve um grande aumento de dados disponíveis sobre aglomerados abertos. Entre os resultados recentes que podem ser encontrados, destacamos alguns, como por exemplo, os novos aglomerados descobertos por diversos autores. Platais et al. (1998) descobriu 12 novos objetos usando o catálogo Hipparcos. Chereul et al. (1999) descobriu 3 prováveis fracos e pobres aglomerados, Dutra & Bica (2001) descobriram 2 objetos no infravermelho a partir dos dados do catálogo 2MASS e, recentemente, Alessi et al. (2003) descobriu 11 aglomerados na vizinhança Solar.

Importantes contribuições referentes à dados cinemáticos para aglomerados também estão disponíveis, dentre os quais destacam-se os movimentos próprios absolutos fornecidos pelo nosso grupo (Dias et al. 2006, Dias et al. 2001; Dias et al. 2002a), por Baumgardt et al. (2000), por Kharchenko et al. (2003) e por Loktin et al. (2003); e velocidades radiais fornecidas pelos trabalhos de Dias et al. (2002a) e na série de trabalhos realizados por Mermilliod et al. (2003).

Nosso grupo tem interesse em compreender melhor a estrutura do disco galáctico e já conseguiu alguns resultados importantes, como a determinação da velocidade de rotação do padrão espiral, sendo igual a  $25 \pm 1$  km/s/kpc (Dias e Lépine 2005), e a determinação da freqüência epicíclica (a velocidade circular residual depois de subtrair a curva de rotação da Galáxia) na região do raio solar, sendo igual a  $43 \pm 3$  km/s/kpc (Lépine et al. 2008). Tais estudos são baseados em investigações referentes à aglomerados abertos. Todos os principais resultados podem ser consultados na mais nova e completa versão do catálogo de aglomerados abertos DAML02<sup>1</sup> (Dias et al. 2002) que apresenta 1787 objetos no total. Dados cinemáticos também são fornecidos como, por exemplo, movimentos próprios de 890 aglomerados e velocidades radiais de 502 aglomerados, apresentados na última atualização.

É possível notar através das estatísticas realizadas com os dados fornecidos pelo catálogo que há ainda um grande trabalho a ser realizado. Apenas metade dos objetos tem distância, idade e avermelhamento conhecidos. Um número ainda menor tem os parâmetros cinemáticos (movimento próprio e velocidade radial) determinados.

Em 2007 nosso grupo iniciou um *survey* fotométrico do hemisfério Sul com o telescópio de 1.6 m do OPD, com o objetivo de melhorar essa estatística. A partir de 2008, outro projeto teve início utilizando o telescópio de 0.6 m (IAG-USP) e, até então, dezenas de aglomerados abertos já foram estudados. Em função desse trabalho foram desenvolvidas várias ferramentas computacionais que permitem a redução dos dados de maneira automática e rápida, além da análise científica criteriosa (Dias & Caetano 2009; Caetano & Dias 2009a).

Nesse trabalho são apresentados os resultados da análise dos dados fotométricos em UBVRI de 15 aglomerados abertos do hemisfério Sul, observados com o telescópio de 0.6 m do OPD, e da análise dos dados cinemáticos fornecidos pelo catálogo UCAC3 (Zacharias et al. 2003). O procedimento de pré-redução das imagens e da redução, utilizando os programas desen-

---

<sup>1</sup>Disponível em <http://www.astro.iag.usp.br/~wilton>

volvidos pelo nosso grupo, é descrita em detalhes no Capítulo 2. O método empregado na análise dos dados é discutido no Capítulo 3 e os resultados são apresentados no capítulo 4. As principais conclusões desse trabalho e perspectivas futuras estão no Capítulo 5.

# Capítulo 2

## Observações e redução dos dados

### 2.1 Observações

Os dados para este trabalho foram obtidos durante 4 noites de observação no Observatório do Pico dos Dias (OPD) (MCT/LNA). Mais exatamente, as observações foram realizadas nas noites de 17, 18 e 19 de abril, e na noite de 10 de maio, todas no ano de 2009. As noites 17 e 18 de abril apresentaram boa qualidade fotométrica, porém, a umidade relativa se manteve acima de 90% a noite toda. A noite 19 do mesmo mês apresentou uma qualidade inferior, com passagem rápida de nuvens, umidade elevada e momentos com presença de cirrus na atmosfera. As observações durante essa noite foram interrompidas em alguns momentos para assegurar que erros grosseiros não fossem incluídos nos dados. A noite de 10 de maio teve boa qualidade, com passagem rápida de pequenas nuvens e a umidade permaneceu estável em 93% durante toda a observação.

No total 15 aglomerados abertos foram observados. Os objetos foram selecionados a partir do catálogo de aglomerados abertos DAML02 (Dias et al. 2002) levando em consideração alguns parâmetros importantes como coordenadas, tamanho aparente, período em que está acima do horizonte, entre outros. Todos os alvos estão localizados no hemisfério sul celeste, com de-

clinações entre -10 e -71 graus, aproximadamente. A grande maioria possui diâmetro aparente máximo de 10 minutos de arco. Apenas o aglomerado Collinder 275 possui um diâmetro aparente de 11 minutos de arco. Com exceção do aglomerado ESO 275-01, que foi estudado por Caetano (2007a), não se tem conhecimento de nenhum estudo fotométrico anterior destes objetos e seus parâmetros fundamentais; excesso de cor, distância e idade; permanecem indeterminados ainda hoje.

Neste trabalho, além dos parâmetros fundamentais, foram obtidos os movimentos próprios dos aglomerados, uma informação indisponível para a maior parte dos casos analisados. O aglomerado Ruprecht 117 é a única exceção e seu movimento próprio foi determinado por Dias et al. (2001). A Tabela 2.1 contém a lista dos objetos que foram observados com algumas informações relevantes, que podem ser encontradas no catálogo DAML02: coordenadas equatoriais em J2000, diâmetro aparente e a data da observação.

As observações foram realizadas com o telescópio Boller & Chivens<sup>1</sup> (telescópio IAG-USP do OPD) que possui um espelho primário de 0.6 metros e razão focal igual a 13,5 no foco cassegrain. O detector SITE SI003AB (CCD 106) foi montado no foco cassegrain do instrumento em conjunto com a roda de filtros UBVRI do sistema Johnson-Cousins (Bessel 1983). O CCD 106 é um detector fino, *back-illuminated*, contendo  $1050 \times 1050$  pixels medindo  $24 \mu m \times 24 \mu m$ . A escala de placa é aproximadamente 0.600 segundos de arco por pixel e o campo de visão efetivo resultante possui aproximadamente  $10 \times 10$  minutos de arco. Os diários de observação são apresentados no Apêndice C.

Os aglomerados abertos foram observados durante a passagem meridiana sempre que possível. Desse modo o efeito da extinção atmosférica é mínimo pois a massa de ar, ou seja, a espessura da atmosfera entre o observador e o objeto é a menor possível. Isso contribui também para reduzir os efeitos da turbulência atmosférica e consequentemente o *seeing* se torna melhor. De um modo geral, o valor do *seeing* medido com os instrumentos utilizados

---

<sup>1</sup>Mais informações sobre os instrumentos disponíveis no OPD podem ser obtidas através do endereço eletrônico <http://www.lna.br>

Tabela 2.1: Aglomerados observados

Nome	AR (J2000)	DE (J2000)	diâmetro	noite
	h m s	d m s	(')	
ESO 137-23*	16 24 27	-61 44 30	5	17 de abril
ESO 335-05*	18 16 07	-41 03 48	7	17 de abril
Ruprecht 176	16 14 48	-51 20 00	3	17 de abril
ESO 065-07*	13 29 17	-71 16 06	4	18 de abril
ESO 134-12	14 44 46	-59 09 54	4	18 de abril
ESO 281-24	18 39 59	-44 11 54	6	18 de abril
ESO 332-20	17 04 55	-38 19 12	7	18 de abril
Loden 1202	14 04 24	-58 42 00	7	19 de abril
Ruprecht 133	17 52 29	-28 40 00	5	19 de abril
Collinder 275	13 34 39	-60 12 00	11	10 de maio
ESO 275-01	15 55 04	-46 00 54	6	10 de maio
Ruprecht 112	14 56 50	-62 33 00	10	10 de maio
Ruprecht 117**	16 23 32	-51 53 00	10	10 de maio
Ruprecht 170	18 25 12	-10 00 00	8	10 de maio
Trumpler 25	17 24 29	-39 01 00	8	10 de maio

\* Objetos considerados duvidosos pela inspeção das imagens realizada pelo DSS (Dias et al. 2002)

\*\* Objetos que tiveram o movimento próprio determinado por Dias et al. (2001)

flutua entre 1.8 e 2.5 segundos de arco, para tempos curtos de exposição, tipicamente menores que 300 segundos. Tempos de exposição superiores a 400 segundos são inviáveis e foram evitados porque não foi utilizado um sistema de guiagem juntamente com telescópio. A prática tem mostrado que, nessas condições, as imagens se tornam alongadas ou o *seeing* se torna muito ruim, o que leva posteriormente a erros grandes na fotometria. Uma alternativa seria realizar múltiplas exposições com tempos curtos e somar as imagens no final, contudo, esse procedimento não foi necessário visto que os objetos escolhidos são objetos razoavelmente brilhantes. Exposições longas e curtas foram feitas para os casos em que estrelas muito brilhantes estavam presentes na região observada. Dessa forma foi possível controlar a presença de estrelas saturadas.

Em cada noite, um campo foi observado várias vezes, em diferentes massas de ar, para a determinação da extinção atmosférica. A qualidade do resultado é tão melhor quanto maior for a quantidade de observações desse campo, no entanto, a partir de um certo número o resultado se mantém praticamente constante. Dito de outra forma, as flutuações no resultado se tornam irrelevantes pois são muito inferiores aos erros. Um número muito pequeno de observações, por outro lado, fornecerá um resultado pouco confiável. Diversos testes empregando diferentes quantidades de observações revelaram que, em um caso ideal, um campo deve ser observado pelo menos seis vezes durante a noite e deve-se tentar fazer com que a diferença entre a maior e a menor massa de ar da observação seja grande, igual a 0.5 ou maior.

Estrelas padrões de Landolt (2007) foram observadas ao longo da noite para que fosse possível determinar a relação entre as magnitudes instrumentais e as magnitudes no sistema padrão, que é empregado nos diagramas cor-cor e cor-magnitude. Considerando que a análise desses diagramas constitui parte fundamental na determinação dos parâmetros fundamentais dos aglomerados, a observação de estrelas padrões é imprescindível. As estrelas de Landolt, particularmente, apresentam inúmeras vantagens para observadores no hemisfério Sul, sobretudo para aqueles que utilizam telescópios pequenos, como é o caso. As estrelas estão concentradas próximas à -50 graus de de-

clinação e a maioria possui magnitude V entre 10.4 e 15.5 magnitudes, o que permite que os tempos de exposição sejam reduzidos, mesmo com telescópios pequenos. Isso é importante principalmente quando se emprega o filtro U, ou mesmo o filtro B. Normalmente esses filtros requerem grandes tempos de exposição e como o telescópio foi utilizado sem guiagem, isso seria inviável. A densidade de estrelas padrões é outra grande vantagem. Os campos de Landolt possuem um número relativamente elevado de estrelas padrões em um área pequena. Desse modo pode-se observar uma quantidade grande de estrelas padrões em uma única noite contribuindo para reduzir os erros fotométricos finais.

Em cada noite foram obtidas cerca de 10 imagens de *bias*, que são imagens com 1 segundo de exposição feitas com o obturador da câmera fechado. Pelo menos 10 imagens de *flat field* foram feitas com cada filtro. Para as noites 17, 18 e 19 de abril foram feitas também imagens de *flat field* do céu, momentos antes do crepúsculo e durante o nascer do Sol. Para a noite de 10 de maio, particularmente, foram feitas diversas imagens de *flat field* na cúpula para a construção de uma máscara de correção para o tempo de abertura do obturador, importante especialmente para as imagens com tempo de exposição pequeno, de até 3 segundos.

## 2.2 Redução dos dados

Os CCDs apresentam uma resposta linear ao brilho do objeto, sendo o número de contagens registradas proporcional ao número de fótons incidentes no pixel, ao menos para um intervalo do número de contagens. De fato, os detectores não são lineares para todo o intervalo, nem todos os pixels possuem exatamente a mesma resposta, sendo necessário realizar alguns procedimentos de calibração para que uma região do detector, para um certo intervalo do número de contagens, possa ser considerada homogênea e linear.

Nas seções seguintes são explicados os passos tomados para transformar as imagens obtidas diretamente do telescópio em imagens que podem ser

utilizadas para se obter uma fotometria precisa.

### 2.2.1 Subtração do bias

Como foi mencionado anteriormente, os CCDs não são lineares em todo o intervalo do número de contagens. Apenas quando as contagens estão acima de um valor mínimo e abaixo do nível de saturação é que eles são lineares. Ao passo que a saturação pode ser evitada escolhendo-se cuidadosamente os objetos a serem observados e utilizando-se um tempo de exposição apropriado, o que nem sempre é possível; o limiar das contagens pode ser elevado facilmente acima de um determinado valor aplicando-se uma tensão ao detector antes do início da exposição. Consequentemente, qualquer imagem que se faça estará acrescida das contagens produzidas por essa tensão e a esse acréscimo dá-se o nome de *bias*. Desta forma, o primeiro passo na redução das imagens é a eliminação deste efeito aditivo.

Em um caso ideal, bastaria subtrair um número real dos dados. No entanto, diversos fatores tornam o processo mais complicado. O nível do *bias* pode variar sensivelmente entre as exposições, ou mais substancialmente durante longos períodos de observação, devido à variação de temperatura. O *bias* deve ser mínimo logo após o resfriamento do detector no início da noite, aumentando lentamente até que o resfriamento seja realizado novamente. Além do mais, outros fatores, como a posição do telescópio, podem interferir na eletrônica. Deve-se considerar também pequenas variações no nível de *bias* de um pixel para outro, uma vez que os pixels não são exatamente iguais. Assim, tem-se um padrão global do *bias*, definido pela tensão aplicada ao detector e pelos efeitos térmicos, e outro padrão local, que reflete as diferenças entre um pixel e outro.

Para corrigir ambas, a contribuição em grande e em pequena escala, pode-se utilizar uma imagem feita com tempo de exposição igual a 1 segundo, na completa ausência de luz. Para isso o obturador da câmera onde está o detector é mantido fechado durante a exposição e as imagens tomadas sob estas condições são chamadas de imagens de *bias*. Na prática, os dados possuem

ruído e duas imagens de *bias* podem apresentar valores ligeiramente diferentes para um mesmo pixel. Por isso se utiliza uma série de imagens de *bias* que são combinadas no final fornecendo uma única imagem que representa a média das imagens originais. A correção é aplicada simplesmente subtraindo a imagem final do *bias* de todas as outras imagens.

### 2.2.2 Correção do obturador

As câmeras utilizadas para imageamento, em conjunto com os telescópios do OPD, possuem obturador concêntrico. Este tipo de obturador é composto por um conjunto de pás metálicas que se abrem e se fecham simultaneamente em uma fração de segundos. Ao se iniciar uma imagem, um sinal é enviado para o obturador que começa a se abrir. Esgotado o tempo de exposição, um outro sinal é enviado solicitando que o obturador se feche. Apesar do tempo de abertura (e de fechamento) ser relativamente pequeno para imagens com tempo de exposição da ordem de dez segundos ou mais, seu efeito em imagens com tempo de exposição curto, da ordem de um segundo, por exemplo, deve ser levado em consideração. Foram encontrados desvios de até 4% no fluxo de uma estrela em imagens com um segundo de exposição, feitas com os instrumentos do OPD. Essa quantidade, contudo, depende do instrumento utilizado e da região do CCD em que o objeto está localizado.

Para eliminar os efeitos provocados pelo tempo de abertura do obturador as imagens precisam ser corrigidas, principalmente aquelas com pequeno tempo de exposição. Deseja-se obter a contagem nominal de fótons, ou seja, a contagem que seria obtida caso o tempo de abertura fosse nulo. A correção é feita utilizando-se uma máscara (Stetson 1989), que nada mais é que uma imagem com as mesmas dimensões das imagens observadas e que contém um fator de correção para cada pixel. A análise matemática que segue será útil no esclarecimento do processo de obtenção da máscara.

Cada pixel de uma imagem apresenta uma contagem que é equivalente ao produto do fluxo fornecido pela fonte pelo tempo de exposição. Considerando que o tempo de exposição real (ou efetivo) é a composição do tempo de

exposição nominal (tempo solicitado) e do tempo de abertura do obturador, o número de contagens para um pixel da imagem é fornecido pela Equação 2.1.

$$N = f(t + \delta t) \quad (2.1)$$

Na Equação 2.1,  $N$  é o número real de contagens,  $f$  é o fluxo da fonte,  $t$  é o tempo nominal e  $t + \delta t$  é o tempo real da exposição. O termo  $\delta t$  é devido ao tempo de abertura do obturador. Supondo que este termo fosse nulo, o número de contagens  $N'$  no pixel seria simplesmente o produto do fluxo pelo tempo de exposição ( $ft$ ), que é a quantidade que se deseja obter. A Equação 2.2 expressa a relação entre  $N$  e  $N'$ .

$$N' = \frac{t}{t + \delta t} N \quad (2.2)$$

Os termos  $t$  e  $N$  da Equação 2.2 são conhecidos, sendo que  $N$  é a imagem original (corrigida de *bias*). O termo  $\delta t$  é a própria máscara e deve ser determinada. Antes de prosseguir com a análise, é importante lembrar que a imagem é uma matriz bidimensional de pixels e, até o momento, tem-se trabalhado com apenas um pixel. A partir deste ponto será conveniente introduzir uma notação mais precisa, que considere a natureza matricial dos termos. A Equação 2.2 passa a ser expressa da forma mostrada na Equação 2.3.

$$N'_{i,j} = \frac{t}{t + \delta t_{i,j}} N_{i,j} \quad (2.3)$$

A Equação 2.3 deixa claro que alguns termos são elementos de uma matriz bidimensional, ou seja, pixels da imagem. Para a determinação do termo  $\delta t_{i,j}$  utilizam-se  $n$  imagens tomadas com 1 segundo de exposição e 1 imagem com  $n$  segundos de exposição. Somando as imagens com 1 segundo tem-se uma imagem resultante em que os valores para as contagens em cada pixel são fornecidos pela Equação 2.4. A Equação 2.5 fornece os valores das contagens em cada pixel da imagem com  $n$  segundos de exposição.

$$N_{S_{i,j}} = nf(t + \delta t_{i,j}) \quad (2.4)$$

$$N_{L_{i,j}} = f(nt + \delta t_{i,j}) \quad (2.5)$$

A Equação 2.6 pode ser obtida dividindo-se a Equação 2.4 pela Equação 2.5.

$$\delta t_{i,j} = \frac{nt(R_{i,j} - 1)}{n - R_{i,j}} \quad (2.6)$$

Em que  $R_{i,j}$  é conhecido e representa o quociente  $N_{S_{i,j}}/N_{L_{i,j}}$ .

Uma vez obtida a máscara ( $\delta t_{i,j}$ ), as imagens (exceto as imagens de *bias*) podem ser corrigidas aplicando-se a Equação 2.3. Na prática procede-se de maneira um pouco diferente. Durante as observações realizadas no OPD foram feitas 60 imagens de *flat field* com 1 segundo, e 3 imagens com 20 segundos. Procurou-se escolher filtro e lâmpada adequados, de modo que a média das contagens nas imagens com 20 segundos fosse da ordem de 20 mil, considerado ideal. Antes do processamento da máscara as imagens são combinadas e os raios cósmicos removidos com auxílio da rotina *cr\_reject*<sup>2</sup>, escrita em IDL<sup>3</sup>. A rotina utiliza grupos de imagens para remover raios cósmicos baseando-se na média e no desvio padrão das contagens em cada pixel. Neste trabalho optou-se por grupos com 3 imagens, resultando, ao final do processo, 20 imagens com 1 segundo e 1 imagem com 20 segundos, prontas para serem utilizadas na obtenção da máscara.

A adição das 20 imagens de 1 segundo fornece  $N_{S_{i,j}}$ , enquanto que  $N_{L_{i,j}}$  é a própria imagem com 20 segundos. Portanto, tem-se a matriz  $R_{i,j}$  e pode-se obter a máscara  $\delta t_{i,j}$  através da Equação 2.6. A Figura 2.1 mostra a máscara obtida para a noite de 10 de maio de 2009.

É possível perceber através da Figura 2.1 que o obturador da câmera empregada nas observações é concêntrico e possui 5 pás. As regiões mais

---

<sup>2</sup>Disponível em [idlastro.gsfc.nasa.gov](http://idlastro.gsfc.nasa.gov)

<sup>3</sup>*Interactive Data Language*. Informações disponíveis no endereço [www.ittvis.com](http://www.ittvis.com)

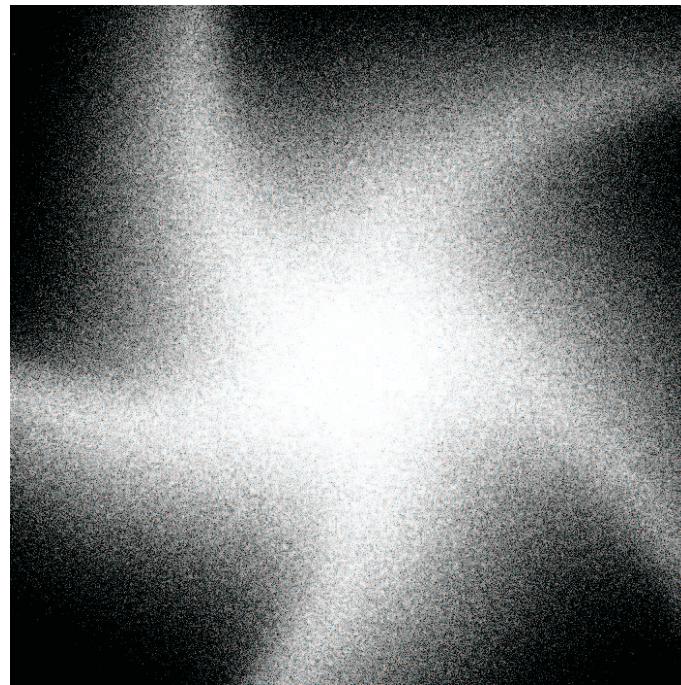


Figura 2.1: Máscara do tempo de abertura e fechamento do obturador.

claras da figura apresentam valores da ordem de 0.04 segundos, enquanto as regiões escuras possuem valores negativos, da ordem de -0.01 segundos. Os valores positivos indicam que o tempo de exposição, para aquele pixel, excedeu o tempo solicitado e os valores negativos indicam que o tempo de exposição foi menor que o tempo requerido.

O gráfico da Figura 2.2 ilustra o comportamento do erro relativo máximo no fluxo de uma estrela, devido ao tempo de abertura e fechamento do obturador, em função do tempo de exposição. Para a determinação da curva do erro considerou-se que a estrela está localizada na região do CCD mais afetada pelo tempo de abertura e fechamento do obturador.

Pode-se notar na Figura 2.1 que o erro relativo na fotometria cresce exponencialmente para tempos de exposição menores que 5 segundos, sendo que esta se torna a principal fonte de erros para tempos de exposição inferiores a 3 segundos, pelo que se deve optar por tempos mais longos sempre que possível.

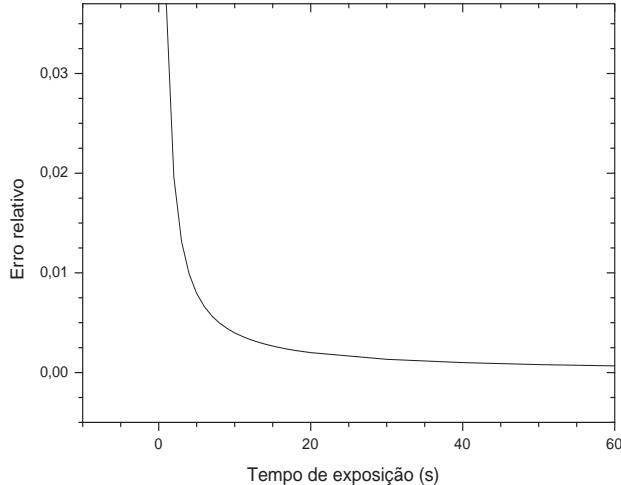


Figura 2.2: Erro relativo do fluxo de uma estrela devido ao tempo de abertura e fechamento do obturador, em função do tempo de exposição.

Neste trabalho, a máscara foi obtida apenas para a noite de 10 de maio. Nas noites de abril observa-se que as imagens dos objetos possuem tempos de exposição suficientemente longos para tornarem a correção desnecessária, contudo, alguns *flat field* de céu foram tomados com 1 segundo de exposição e um bom número dessas imagens possuem até 3 segundos de exposição. Evidentemente, se as imagens de *flat field* não sofrem a correção do tempo de exposição, um erro sistemático é introduzido na fotometria através da correção de *flat field*, descrita na seção seguinte. As imagens com tempos de exposição mais longos foram utilizadas preferencialmente, sempre que possível, para que esses erros não existissem.

### 2.2.3 Correção de *flat field*

Como já foi mencionado anteriormente, existem variações na resposta linear do CCD. Estas variações podem ocorrer em grande escala, devidas principalmente à iluminação não uniforme sobre o CCD, e variações de pequena

escala, atribuídas à diferença de sensibilidade entre um pixel e outro. Ambos os efeitos são multiplicativos e, portanto, deve-se construir uma imagem de calibração especial, chamada *flat field*, para que, ao se dividir as imagens dos objetos por ela, se obtenha uma imagem homogênea. Uma vez que cada filtro define um sistema óptico diferente e a resposta do detector depende do comprimento de onda incidente, deve-se gerar uma imagem de *flat field* para cada filtro utilizado.

Existem duas formas mais comuns de se produzir imagens de *flat field*. A primeira forma consiste em fazer imagens do céu durante o crepúsculo, ou durante o nascer do Sol, denominado *flat field* de céu, e do segundo modo são feitas imagens de um quadro branco iluminado por uma lâmpada dentro da cúpula fechada, denominado *flat field* de cúpula. Existe ainda uma forma intermediária, os chamados *flat field* céu-cúpula, no qual utiliza-se a cúpula entreaberta para que a luz do céu ilumine o quadro branco no interior da cúpula enquanto faz-se as imagens. Qualquer uma dessas imagens, quando normalizadas, são apropriadas para as correções de *flat field*.

Os *flat field* de céu proporcionam correções melhores que os *flat field* de cúpula porque o céu é mais uniformemente iluminado que o quadro branco na cúpula. O maior inconveniente dos *flat field* de céu é que são difíceis de se obter, visto que o crepúsculo e o nascer do Sol ocorrem muito rapidamente. A variação na intensidade do brilho do céu faz com que a luz rapidamente passe a saturar o CCD ou, em caso contrário, com que as imagens com tempos de exposição longos apresentem uma relação sinal-ruído ruim. Por esses motivos nem sempre é possível obter uma quantidade satisfatória de imagens de *flat field* em cada filtro.

Os *flat field* de cúpula apresentam a grande vantagem de que podem ser feitos durante o dia, sem restrição de tempo, sendo possível obter imagens com boa relação sinal-ruído. Por outro lado, como a iluminação não é exatamente uniforme podem aparecer estruturas em grande escala no CCD. Outro problema dos *flat field* de cúpula é que as lâmpadas utilizadas para iluminar o quadro possuem um pico de emissão localizado no infra-vermelho, podendo introduzir padrões indesejados nas imagens de *flat field*.

Neste trabalho foram obtidas imagens de *flat field* de cúpula e de céu, para as noites 17, 18 e 19 de abril, e apenas imagens de *flat field* de cúpula para a noite de 10 de maio. Como as imagens de céu obtidas para as noites de abril apresentaram uma relação sinal-ruído boa, estas foram empregadas ao invés dos *flat field* de cúpula.

#### 2.2.4 Correção da massa de ar

Juntamente com a imagem, diversas informações são gravadas no que chamamos de *header*, que é parte do arquivo da imagem e contém as principais informações sobre o objeto observado. Nele constam as coordenadas de apon-tamento, a época, a data e a hora da observação; os principais parâmetros instrumentais e muitas outras informações. Um parâmetro particularmente importante é a massa de ar. Ele é empregado na determinação das magnitudes fora da atmosfera terrestre, sendo fundamental para a transformação das magnitudes medidas diretamente do telescópio para magnitudes no sistema padrão.

O valor da massa de ar registrado no *header*, no OPD, é aquele medido no início da exposição da imagem. Para tempos de exposição longos, digamos 900 segundos ou mais, o valor da massa de ar quando a imagem é concluída pode ser significativamente diferente do seu valor inicial, o que constitui uma fonte de erros na transformação das magnitudes instrumentais para o sistema padrão.

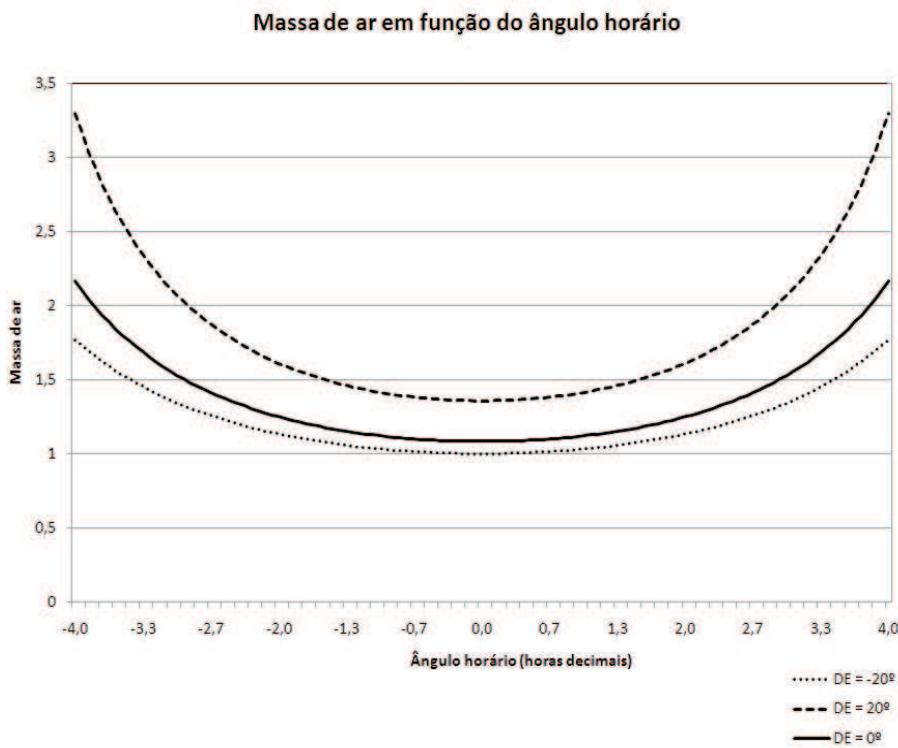


Figura 2.3: Massa de ar em função do ângulo horário para estrelas com diferentes declinações, observadas a partir do OPD. Foram consideradas três estrelas com declinações iguais a 0, 20 e -20 graus, respectivamente.

Existem circunstâncias nas quais a variação da massa de ar durante a exposição de uma imagem é desprezível. A Figura 2.3 mostra o comportamento da massa de ar, em função do ângulo horário, para três estrelas com declinações de 0, 20 e -20 graus, respectivamente, observadas a partir do OPD. Nota-se que para ângulos horários próximos de 0 graus, ou seja, quando o objeto está próximo do meridiano, a massa de ar é praticamente constante, independentemente da declinação. A medida que o ângulo horário cresce, em módulo, a taxa de variação da massa de ar também aumenta, sendo maior pra declinações mais distantes do zênite. Para uma estrela com +20 graus de declinação, a massa de ar passa de 3.00 a 3.25 em menos de 400 segundos, quando esta é observada a um ângulo horário de 4 horas a partir do OPD.

Os dados deste trabalho não apresentam nenhum caso crítico como o que

foi mencionado, no entanto, variações em menor escala ocorrem para a maior parte dos dados sendo preciso corrigir a massa de ar para que se obtenha uma fotometria precisa.

A massa de ar foi calculada novamente para todos os objetos adotando como referência o momento que divide a exposição da imagem exatamente ao meio, e o local de observação como sendo o OPD. O valor do *header* foi então substituído pelo valor corrigido.

### 2.2.5 *Pipeline* de redução de dados

O *pipeline* de redução de dados é uma rotina escrita pelo nosso grupo de trabalho, em IDL, que aplica as correções descritas nas seções de 2.2.1 a 2.2.4, automaticamente. Para que isso seja possível, os *headers* devem conter determinadas informações que são lidas pelo *pipeline* durante o processamento das imagens, que são:

OBJECT - Pode conter os nomes **Flat-Field**, para imagens de *flat field*, **Bias**, para as imagens de *bias*, ou qualquer outro nome para as demais imagens.

FILTERS - Contém o filtro utilizado na observação, no caso, um filtro do sistema UBVRI Johnson-Cousins.

ADDINF - Qualquer informação adicional que possa ser útil após a observação. Para o caso das imagens de *flat field*, este campo pode conter os nomes **cupula**, para *flat field* de cúpula, ou **ceu**, para o *flat field* de céu. Nas imagens de *bias* este campo contém o nome **bias** e qualquer outro nome pode ser usado para as demais imagens.

RDNOISE - Contém o ruído de leitura do CCD, em e-RMS.

GAIN - Contém o ganho do detector, em e-/ADU. Para o CCD 106 o ganho é igual a 5.0 e-/ADU, no modo lento de leitura.

DATE-OBS - Contém a data da observação no formato AAAA-MM-DD.

UT - Contém a hora universal do início da observação.

EPOCH - Este campo refere-se à época da observação.

RA e DEC - Ascenção Reta e Declinação respectivamente, expressas na época em EPOCH.

Para as imagens de *flat field* obtidas para a construção de uma máscara de correção do tempo de abertura e fechamento do obturador deve-se, ainda, renomear os arquivos e modificar sua extensão de *fits* para *fitt*, uma medida para que essas imagens sejam identificadas mais facilmente.

Acontece que os *headers* não contém, necessariamente, todas essas informações. Em alguns casos elas podem estar ausentes, como é mais comum para os campos GAIN e RDNOISE, ou podem estar presentes com nomenclaturas diferentes. Em ambos os casos o *pipeline* não irá funcionar e, portanto, é necessário alterar os *headers* antes da execução do *pipeline*.

Pode haver necessidade de alterar os *headers* por outras razões, como por exemplo, informações inseridas equivocadamente no momento das observações ou mesmo falhas do programa de aquisição do observatório, como já ocorreu. Tradicionalmente, as modificações são aplicadas com auxílio do programa IRAF<sup>4</sup>, mas quando se trabalha com um volume grande de dados e essas correções têm que ser feitas com mais frequência, o trabalho com o IRAF se torna pouco prático e requer muito tempo. Levando isso em consideração, entre outras coisas, o nosso grupo de trabalho desenvolveu um programa dedicado a essa tarefa, o *HeadX*.

Com o *HeadX* todas as informações de todos os *headers* podem ser visualizadas e modificadas ao mesmo tempo, de maneira prática e segura, sem que os dados sejam corrompidos. O programa oferece uma série de opções específica para o *pipeline* e para o processo de redução de dados de uma forma geral. Com auxílio do *HeadX* as informações contidas no campo ADDINF são inseridas automaticamente, os campos OBJECT podem ser preenchidos

---

<sup>4</sup>[www.iraf.net](http://www.iraf.net)

facilmente e os arquivos para a construção da máscara são renomeados de forma automática. O programa oferece ainda ferramentas que verificam se o tempo sideral no momento da observação e a massa de ar do objeto foram determinados corretamente.

É possível, com auxílio do programa, adequar o *header* fornecido por qualquer observatório para que as imagens possam ser reduzidas utilizando o nosso procedimento. O Apêndice A contém uma descrição detalhada do programa *HeadX*.

Com os *headers* devidamente preparados o *pipeline* pode ser executado. Seu primeiro passo é identificar as imagens com extensão *fitt* e obter, a partir delas, a máscara de correção do tempo de abertura. Procede-se, então, à correção das imagens originais (imagens de *flat field* e de objetos) sendo que as imagens corrigidas são criadas em um diretório temporário, criado pelo *pipeline* para preservar os dados no diretório de origem. A seguir, o *pipeline* agrupa as imagens de bias combinando-as em uma única imagem com auxílio da rotina *cr\_reject*. Basicamente, a rotina determina a média das contagens em cada pixel e elimina raios cósmicos baseando-se no valor do desvio padrão. O ruído de leitura, o ganho e a corrente de escuro do detector são levados em consideração por essa rotina. Neste trabalho foram empregadas pelo menos 10 imagens de *bias* em cada noite e a corrente de escuro do detector foi desprezada pois seu valor é considerado insignificante, igual a 8 ADUs por pixel, por hora (medido a 170° K). Em uma exposição de 300 segundos tem-se menos de 1 ADU por pixel.

Da mesma forma, as imagens de *flat field*, para cada filtro, são combinadas. Pelo menos 10 imagens de *flat field* de cúpula foram obtidas em cada noite e pelo menos 5 imagens de *flat field* de céu foram obtidas nas noites de abril. Quando ambos os tipos de *flat field* estão disponíveis o programa decide pelo de céu, considerado melhor que o de cúpula. Cada imagem é verificada para que não haja saturação e para que imagens com relação sinal-ruído ruim não sejam utilizadas. Na sequência, o *pipeline* aplica a subtração do *bias* e a correção de *flat field* à todas as outras imagens. A massa de ar nos *headers*

é corrigida na etapa final desse processo.

Quando todas as correções são concluídas sem erros, o *pipeline* move os arquivos do diretório temporário para um diretório definitivo, escolhido pelo usuário. Caso algum erro ocorra, o diretório temporário é apagado e o diretório de origem permanece intacto.

### 2.2.6 Procedimento de redução das imagens

A fotometria de abertura não é adequada para campos muito densos (Moitinho 1999) visto que o fluxo que se mede dentro de uma abertura centrada em uma estrela é devido não somente a estrela em questão, mas também às estrelas vizinhas. Desde o início dos anos oitenta tem-se desenvolvido várias técnicas, conhecidas como *técnicas de ajuste de perfil*, através das quais tornou-se possível determinar o fluxo de estrelas com pouca separação angular. Essas técnicas foram implementadas em vários pacotes, entre os quais os mais conhecidos são ROMAPHOT (Buonanno et al. 1983), DAOPHOT (Stetson 1987), DoPHOT (Mateo & Schechter, 1989), SPS (Janes & Heasley, 1993) e, mais recentemente, o STARFINDER (Diolaiti et al. 2000a, 2000b e 2000c).

O principal conceito envolvido nessas técnicas é o de *função de dispersão de pontos* (do inglês *Point Spread Function* e a qual nos referiremos a partir de agora pelo seu acrônimo PSF), que é o perfil de intensidade que uma fonte estelar (pontual) produz na matriz do detector. Muitos fatores interferem na forma da PSF, um dos mais relevantes sendo a turbulência atmosférica (*seeing*), que distorce as frentes de onda incidentes; fatores mecânicos, assim como fatores ópticos e instrumentais, que fazem com que a imagem do objeto oscile enquanto a imagem está sendo integrada. Considerando a complexidade dos fatores capazes de interferir na PSF, espera-se que ela assuma uma forma bastante complicada.

Cada programa mencionado anteriormente possui um método próprio para obtenção da PSF. Alguns se baseiam em uma descrição analítica da

PSF, outros em sua determinação empírica a partir de um bom número de estrelas na imagem, e outros, ainda, combinam representações analíticas e empíricas. Neste trabalho foi utilizado o programa STARFINDER, que utiliza uma representação empírica para a PSF.

O programa tem sido empregado pelo nosso grupo há alguns anos nos trabalhos de fotometria com aglomerados abertos (Caetano et al. 2007a, 2007b, 2008, 2009a, 2009b; Dias et al. 2007) e a prática tem demonstrado que, para um conjunto de imagens feito com os mesmos instrumentos, em uma mesma noite de observação, a redução pode ser feita de maneira automática. Isso é possível porque os principais parâmetros instrumentais e físicos, como ruído de leitura e ganho do detector, distância focal e o *seeing*, se mantêm constantes ou variam apenas sensivelmente nestas circunstâncias, de modo que o processo de redução é essencialmente o mesmo entre uma imagem e outra.

Em sua versão original (Diolaiti et al. 2000c) o STARFINDER apresenta uma interface gráfica através da qual o usuário pode visualizar a imagem e os comandos são definidos através de botões, características que tornam o programa amigável e consideravelmente simples. Nessa versão as imagens devidamente calibradas são tratadas uma a uma, o que torna o trabalho inviável quando se tem uma grande quantidade de dados a serem reduzidos, como é o caso. A atividade observational em larga escala motivou, portanto, nosso grupo a investir esforços na modificação do código original do STARFINDER para que ele pudesse ser executado automaticamente. Iremos nos referir a esta nova versão do código como *AutoStarfinder*.

No *AutoStarfinder* existe uma interface gráfica simplificada, como pode ser visto na Figura 2.4. Através do botão *Open Directory*, abaixo da caixa *Directory View*, o usuário seleciona o diretório que contém as imagens calibradas e a lista dessas imagens é exibida. As imagens que deverão ser reduzidas são selecionadas nessa lista e transferidas para a caixa ao lado, *Image files*.

Os parâmetros instrumentais e os passos a serem seguidos durante a redução automática das imagens é passado para o programa a partir de um arquivo ASCII e não são informados diretamente na interface. Isso confere

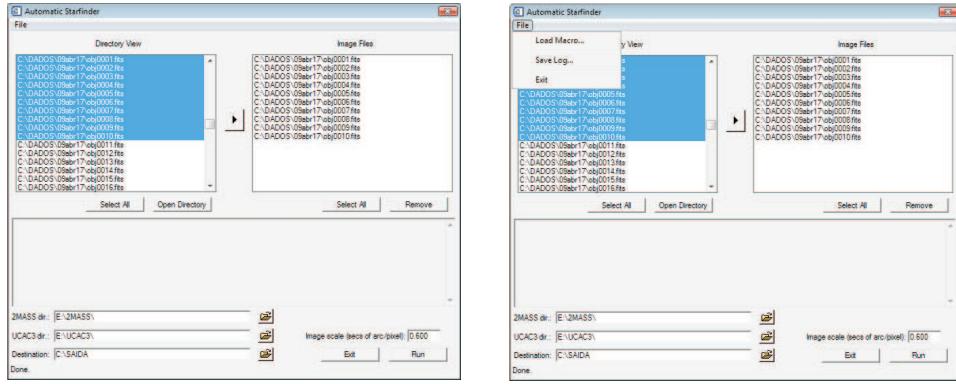


Figura 2.4: Interface do programa *AutoStarfinder*. Uma imagem simples da interface é mostrada à esquerda e o conteúdo do menu *file* é exibido na imagem à direita.

versatilidade ao *AutoStarfinder*, pois o usuário tem liberdade para alterar esses parâmetros e, até mesmo, decidir os passos a serem tomados na redução. O programa lê o arquivo ASCII através do comando *Load Macro*, no menu *file*, mostrado na Figura 2.4.

Os dados desse trabalho foram obtidos exclusivamente com o CCD 106, cujo ganho é igual 5.0 e-/ADU, e esse parâmetro foi incluído nesse arquivo. As etapas para redução das imagens sugeridas por Diolaiti et al. (2000c), para a utilização do STARFINDER, foram mantidas para o *AutoStarfinder*. Uma breve descrição dessas etapas é dada a seguir.

### Estimativa do ruído com o *AutoStarfinder*

A estimativa do ruído é útil para definir o limiar de detecção em uma imagem e para o cálculo dos erros formais na fotometria e na astrometria, e pode ser feita de duas maneiras diferentes com o *AutoStarfinder*. O primeiro modo requer alguns parâmetros como o ruído de leitura e o ganho do detector, a corrente de escuro, entre outros. Ou o ruído pode ser determinado de uma segunda maneira, através de técnicas que procuram ajustar uma função ao histograma das contagens registradas nos pixels da imagem (Almoznino et al. 1993, Bijaoui 1980). Esta última é a forma adotada neste trabalho para

determinar o ruído.

Assumindo que a intensidade da radiação do céu possua uma distribuição normal centrada em algum valor típico, então a distribuição das contagens registrada nos pixels da imagem deve ser similar a uma distribuição gaussiana, cuja moda e desvio padrão representam, respectivamente, a intensidade da radiação do céu e o ruído associado.

A presença de estrelas nas imagens podem interferir na acurácia da estimativa pois produzem um alargamento artificial do histograma ao introduzirem contagens mais altas, muito maiores que os valores observados tipicamente para o céu. O problema é resolvido removendo-se das imagens o sinal desses objetos.

Uma estimativa razoável do sinal a ser removido pode ser obtida com uma técnica de suavização da imagem através de uma operação matemática conhecida como *median filter*, na qual o valor das contagens em cada pixel é substituído pela média das contagens dos pixels vizinhos. Após essa operação o histograma é simétrico com relação a moda e o ruído pode ser estimado através do ajuste de uma gaussiana. A Figura 2.5 mostra um histograma típico obtido para o campo do aglomerado ESO 275-01, apenas para efeito de ilustração. O gráfico não é exibido em nenhum momento da redução, pois o processo é automático, como já foi mencionado.

### Extração da PSF no *AutoStarfinder*

Como foi mencionado anteriormente, o STARFINDER emprega uma representação empírica para a PSF. Um bom número de estrelas deve ser selecionado previamente e, então, a contribuição do céu nas contagens é subtraída de cada uma. A seguir elas são sobrepostas com os centróides coincidindo, com uma precisão que chega a milésimos de um pixel. Procede-se à normalização e combinação dessas estrelas para obtenção da PSF.

No STARFINDER a seleção das estrelas para comporem a PSF é feita visualmente, através da interface do programa. O usuário deve escolher as

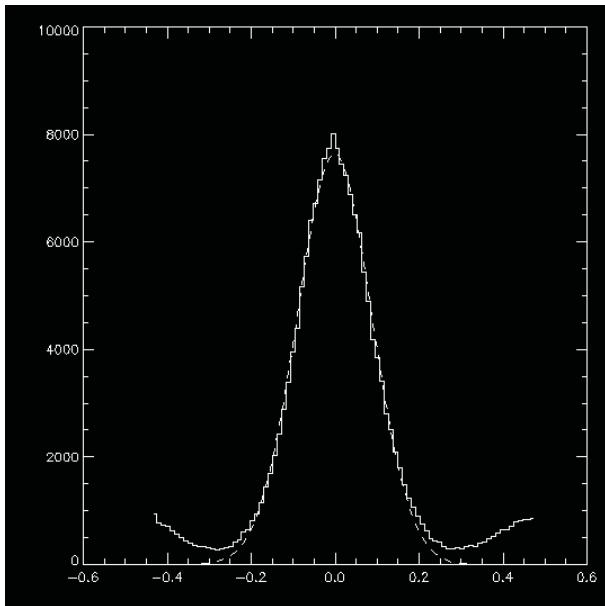


Figura 2.5: Histograma do ruído obtido para o campo do aglomerado ESO 275-01, observado em 10 de maio de 2009, com 30 segundos de exposição no filtro V.

melhores estrelas levando em consideração fatores como relação sinal-ruído, saturação, proximidade das bordas do detector, presença de contaminação, e outros. Este procedimento, evidentemente, sofreu grandes modificações no *AutoStarfinder*, sendo que o usuário sequer precisa olhar para as imagens.

A seleção automática de boas estrelas para PSF está longe de ser uma tarefa fácil e diversos problemas foram encontrados e contornados até que um algoritmo eficiente fosse obtido. Em primeiro lugar, os dados desse trabalho foram obtidos com instrumentos desprovidos de óptica ativa ou adaptativa, motivo pelo qual as fontes estelares na imagem podem apresentar deformações mais facilmente. Isso inviabiliza a utilização de critérios geométricos rigorosos na seleção das estrelas para a PSF.

Campos de aglomerados abertos são campos razoavelmente densos, podendo ser bem densos em algum casos, e isso significa que a probabilidade de se encontrar uma estrela com separação angular suficientemente grande com relação a todas as outras estrelas, é pequena. Inevitavelmente são selecio-

nadas estrelas com alguma companheira muito próxima, contudo, isso não acontece para quase a totalidade dos casos se permitirmos que o número de estrelas para comporem a PSF seja reduzido, digamos 10 estrelas. Um outro fator que dificulta a seleção de boas estrelas refere-se à presença de objetos de natureza não estelar nas imagens, como raios cósmicos e fontes extensas.

Considerando todas as condições para a seleção de estrelas ideais para a PSF, foi escrito um algoritmo que consiste em uma combinação de diversos critérios e que segue, basicamente, os passos seguintes:

- (i) Aplicação do *median filter* na imagem com o objetivo de remover os raios cósmicos.
- (ii) Identificação de fontes brilhantes, que é feita com base na estimativa da intensidade da radiação do céu e na estimativa do ruído. Tipicamente, utiliza-se o valor do céu mais três vezes o valor do ruído como limite inferior de detecção. Objetos com fluxo abaixo desse valor são descartados pelo *AutoStarfinder*.
- (iii) As fontes identificadas no passo anterior passam, uma a uma, por uma série de testes que busca confirmar a sua natureza estelar. O primeiro teste consiste em quantificar certas características geométricas dos objetos, mais exatamente, o *roundness* e o *sharpness* da estrela.

O primeiro refere-se à qualidade da simetria circular da estrela enquanto o segundo está relacionado ao perfil do objeto. As imagens de estrelas perfeitamente circulares possuem *roundness* igual a 0, mas, devido ao efeito do *seeing* e de diversos outros fatores instrumentais, esse valor pode ser ligeiramente maior, em módulo. Para imagens muito alongadas pode-se obter valores de até 0.5 para o módulo do *roundness*.

O *sharpness* típico de uma estrela é da ordem de 0.4 e poderia ser usado, à princípio, para eliminar raios cósmicos que possam ter sido selecionados. De fato, esse critério é suficiente em algumas imagens, mas não para todas. Acontece que, para campos que apresentam um valor elevado de contagens pra o céu, a combinação dessas contagens

com os raios cósmicos pode produzir perfis com *sharpness* semelhante ao de uma estrela. Isso se deve, também, ao fato de que o *sharpness* é pouco sensível às variações geométricas no perfil.

A aplicação de critérios baseados no *sharpness* e no *roundness*, portanto, não deve ser rigorosa mas deve considerar uma tolerância para os valores desses parâmetros.

- (iv) As estrelas consideradas boas pelos testes dos itens (i) e (ii) devem possuir um fluxo máximo inferior ao limite de saturação do detector, que é de 32 mil ADUs para o CCD 106. Como uma medida de segurança, sempre é utilizado um valor bem menor que esse, digamos 28 mil ADUs. Ademais, o fluxo mínimo deve estar acima do limite escolhido pelo usuário. Neste trabalho, o limite inferior foi expresso em função do valor médio de contagens do céu e do ruído.
- (v) Aos objetos selecionados é ajustada uma gaussiana bidimensional e a correlação do ajuste é determinada. Sabe-se que o perfil típico de uma estrela não descreve exatamente uma gaussiana (Moitinho 1999), no entanto, a correlação do ajuste deve apresentar um valor típico que reflete essa diferença. Valores atípicos são um indício de que o objeto em questão não é uma estrela.
- (vi) Finalmente, eliminam-se as estrelas próximas à borda do CCD e estrelas com companheiras muito próximas são descartadas caso haja um número suficiente de candidatas.

O número mínimo de estrelas para comporem a PSF depende de cada campo observado, sendo 20 o valor padrão. Para a maioria dos casos de campos de aglomerados abertos, essa quantidade é alcançada. Por outro lado, os campos de estrelas padrões são mais pobres e nem sempre é possível selecionar tantas estrelas. Há casos extremos em que apenas 2 estrelas são selecionadas e isso representa uma amostragem ruim, visto que a PSF é o produto estatístico dessa seleção. Por outro lado, se poucas estrelas são selecionadas para a determinação da PSF, significa que poucas estrelas estão

presentes no campo e que, provavelmente, essas estrelas foram todas levadas em consideração no cálculo da PSF. Portanto, a qualidade do ajuste deve ser satisfatória.

As informações sobre as estrelas selecionadas são registradas em um arquivo caso haja a necessidade de verificar a qualidade da seleção em um momento posterior. Essa verificação é simples e é feita através de uma ferramenta disponível no programa *HeadX*, que lê esse arquivo, exibe a imagem do campo observado e indica nessa imagem a posição das estrelas utilizadas na obtenção da PSF.

### Fotometria com o *AutoStarfinder*

Uma descrição detalhada do método utilizado pelo STARFINDER para a realização da fotometria é dada por Diolaiti et al. (2000b) e o leitor poderá obter informações complementares através dos trabalhos de Diolaiti et al. (1999, 2000a e 2000c). Ressalta-se que essa parte do código do STARFINDER foi preservada no *AutoStarfinder*.

Uma abordagem profunda das técnicas envolvidas no processo de fotometria está além do escopo desse trabalho e, portanto, apenas uma apresentação superficial é feita aqui, contendo apenas os aspectos fundamentais do procedimento.

O programa constrói uma lista contendo todos os objetos, presumidamente estelares, que satisfazem a Equação 2.7.

$$i(x, y) > b(x, y) + t \quad (2.7)$$

O termo  $i(x, y)$ , da Equação 2.7, é o número de contagens no pixel com coordenadas  $(x, y)$ , o termo  $b(x, y)$  é a intensidade da emissão de fundo, ou do céu, e  $t$  define o limite inferior de detecção.

Para cada objeto da lista é extraída uma pequena imagem que o contém e pode conter outros objetos que são desprezados nessa etapa da redução. Uma

PSF é ajustada a esse objeto e o coeficiente de correlação é determinado, sendo que seu valor deve ser superior ao limite mínimo determinado pelo usuário, ou o objeto será desconsiderado. Nesse trabalho foi estabelecido um valor mínimo de 0.7 para o coeficiente de correlação.

O programa armazena todas as PSFs ajustadas em um campo sintético que é composto por dois elementos: as réplicas das PSFs e o fundo de céu, ou brilho de céu. Objetos mais fracos que não tenham sido detectados, possivelmente devido ao efeito contaminante de fontes mais brilhantes, podem ser detectados se o processo for iterado. O programa vai, então, remover todas as fontes detectadas da imagem através da subtração do campo sintético e o que resta é uma imagem com as fontes não identificadas anteriormente e resíduos.

Na redução dos dados desse trabalho seguiu-se as recomendações de Dioletti et al. (2000b), segundo as quais deve-se realizar primeiro uma detecção das fontes mais brilhantes, o que pode ser feito atribuindo-se um valor alto para o parâmetro  $t$  da Equação 2.7, digamos cinco vezes o valor estimado para o ruído. Essas fontes são então removidas temporariamente da imagem em questão e objetos mais fracos podem ser detectados mais eficientemente. Prossegue-se com a detecção adotando um valor menor para o parâmetro  $t$ , de três vezes o ruído estimado, e realiza-se duas iterações com esse valor. O mesmo procedimento foi adotado por Caetano (2007) no estudo fotométrico de seis aglomerados abertos e os resultados obtidos foram satisfatórios, apresentando um nível de detecção elevado e nenhuma falha na rejeição de objetos de natureza não estelar.

Ao final do processo da redução fotométrica, o *AutoStarfinder* gera uma lista contendo todas as estrelas encontradas e, para cada uma, as coordenadas no sistema de referência do CCD, o fluxo determinado através do ajuste da PSF, os respectivos erros e o coeficiente de correlação do ajuste.

## 2.2.7 Astrometria

Um problema frequente em astronomia refere-se à determinação das coordenadas equatoriais dos objetos em uma imagem, a partir das suas coordenadas no sistema do detector. Evidentemente, o sistema de coordenadas equatoriais é um sistema esférico, ao passo que as coordenadas dos objetos no detector são expressas em um sistema cartesiano. Para que os parâmetros da transformação de um sistema ao outro possam ser determinados é necessário associar as coordenadas de um objeto, em um sistema, às coordenadas do mesmo objeto no outro sistema. A identificação cruzada em questão é feita através da busca de padrões geométricos semelhantes em ambos os sistemas de referência (Groth 1986, Pál et al. 2006, Valdes et al. 1995).

Parte fundamental do procedimento de astrometria, portanto, consiste em representar em um plano, pontos que estão distribuídos na superfície de uma esfera. Na realidade, deseja-se obter uma projeção dos objetos observados na Esfera Celeste em um plano que corresponde ao plano focal do telescópio, onde é colocado o CCD. O catálogo UCAC3 (Zacharias et al. 2009) foi empregado nesse trabalho como fonte das informações astrométricas, úteis para a construção das projeções do céu.

Embora as equações que levam de um sistema ao outro sejam bem conhecidas (Kovalevsky, 2001), neste trabalho foi adotado um método particular. O propósito é simplificar os cálculos realizados nas transformações, principalmente nas transformações inversas, e eliminar eventuais erros relacionados à precisão do cálculo computacional. O método utilizado também reduz o tempo de processamento, pois emprega uma notação matricial e foi desenvolvido em IDL, que oferece inúmeras vantagens para a operações com matrizes. É importante enfatizar que o algoritmo desenvolvido pelo nosso grupo, para a realização da astrometria, foi implementado como parte do *AutoStarfinder*, sendo executado automaticamente, junto com a fotometria.

Para que se possa esclarecer o método que foi utilizado considere que as coordenadas  $(\alpha_0, \delta_0)$  sejam as coordenadas de apontamento e que a região do céu que foi observada em torno deste ponto seja pequena, menor que um grau.

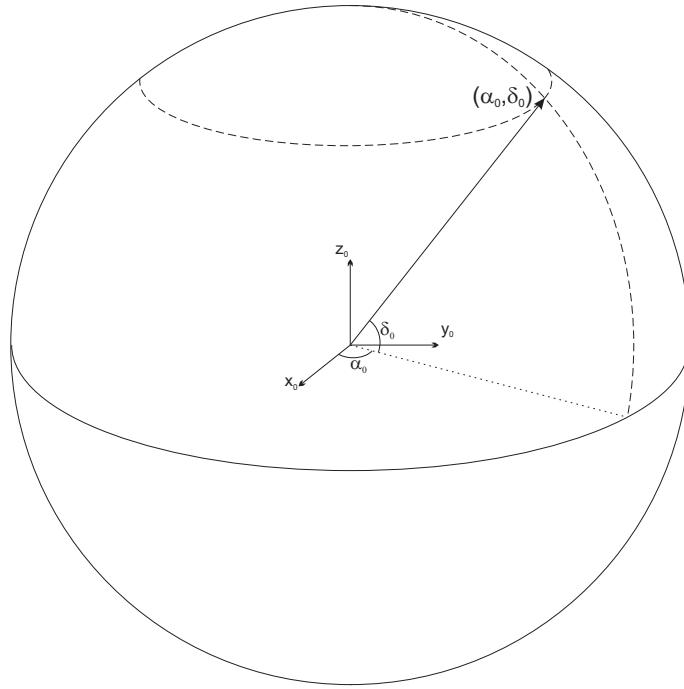


Figura 2.6: Representação da Esfera Celeste

Na Esfera Celeste mostrada na Figura 2.6 estão representados o sistema de referências adotado, o meridiano  $\alpha_0$ , o paralelo  $\delta_0$  e o ponto  $(\alpha_0, \delta_0)$ .

Para simplificar as ilustrações, de agora em diante será utilizado apenas um octante na representação da Esfera Celeste, o que não compromete, absolutamente, a interpretação das figuras e torna mais clara a visualização de alguns detalhes.

Na Figura 2.7 é mostrado um esquema da projeção de dois pontos da Esfera Celeste, no plano tangente  $\gamma$ . Neste plano estabelece-se um sistema de referência constituído por dois eixos mutuamente ortogonais. O eixo horizontal  $X$  é paralelo ao Equador Celeste, tangente ao ponto  $S_0$ , e aponta no sentido crescente da ascenção reta. O eixo vertical  $Y$  é tangente ao ponto  $S_0$ , perpendicular ao eixo  $X$  e aponta no sentido crescente da declinação. As coordenadas  $X, Y$  são calculadas a partir das coordenadas angulares  $\chi$  e  $\xi$ , em que  $\xi$  é o menor ângulo entre o segmento  $\overline{P_0 P_1}$  e o segmento  $MN$ , no plano tangente  $\gamma$ , e  $\chi$  é a distância angular entre  $S_0$  e  $S_1$ .

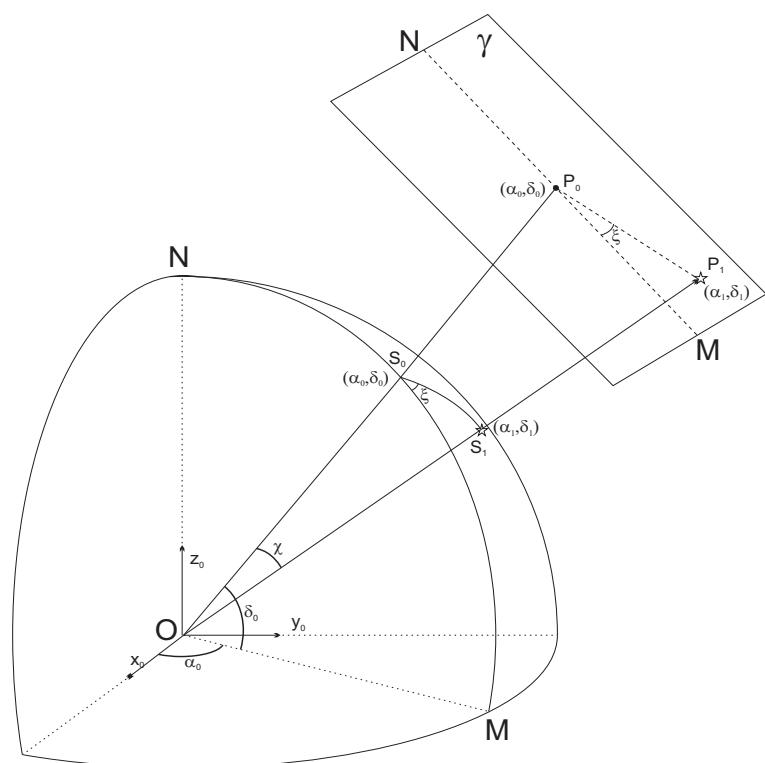


Figura 2.7: Esquema da projeção gnomônica de dois pontos da Esfera Celeste

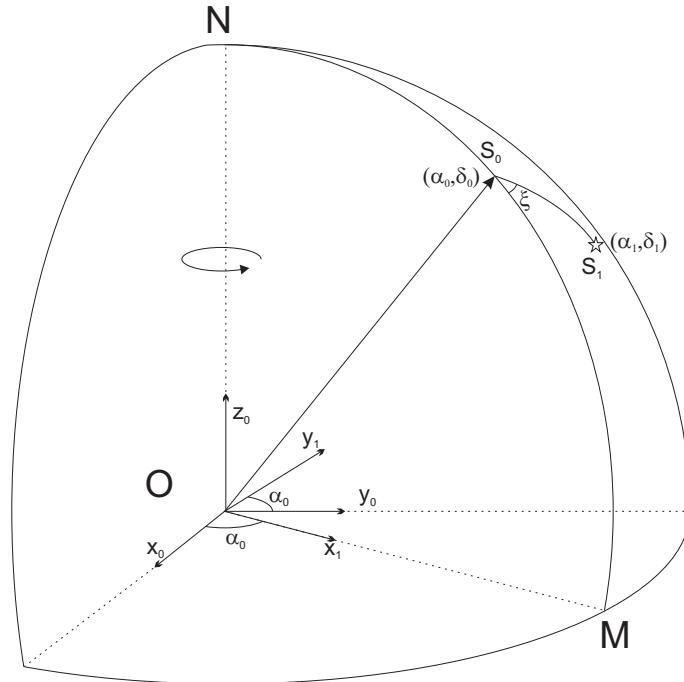


Figura 2.8: Rotação do sistema de referências em torno do eixo  $z$ . O ângulo de rotação é igual ao ângulo da ascenção reta do apontamento.

O método utilizado, essencialmente, baseia-se na rotação da base orthonormal  $\{\mathbf{x}_0, \mathbf{y}_0, \mathbf{z}_0\}$ , que é realizada em dois passos. A primeira rotação ocorre em torno do vetor  $\mathbf{z}_0$  e o ângulo da rotação deve ser igual ao ângulo da ascenção reta  $\alpha_0$ , como mostra a Figura 2.8. Após a rotação, o vetor unitário  $\mathbf{x}_1$  é paralelo ao plano que contém o meridiano  $MN$ . Matricialmente, a primeira operação de rotação é definida pela Equação 2.8.

$$\begin{bmatrix} x_1 \\ y_1 \\ z_1 \end{bmatrix} = \begin{bmatrix} \cos \alpha_0 & \sin \alpha_0 & 0 \\ -\sin \alpha_0 & \cos \alpha_0 & 0 \\ 0 & 0 & 1 \end{bmatrix} \begin{bmatrix} x_0 \\ y_0 \\ z_0 \end{bmatrix} \quad (2.8)$$

A segunda rotação se dá em torno do vetor  $\mathbf{y}_1$ , no sentido anti-horário, e o ângulo da rotação é igual ao complemento da declinação do apontamento  $\delta_0$ , como pode ser visto na Figura 2.9. Matricialmente essa operação é definida pela equação 2.9.

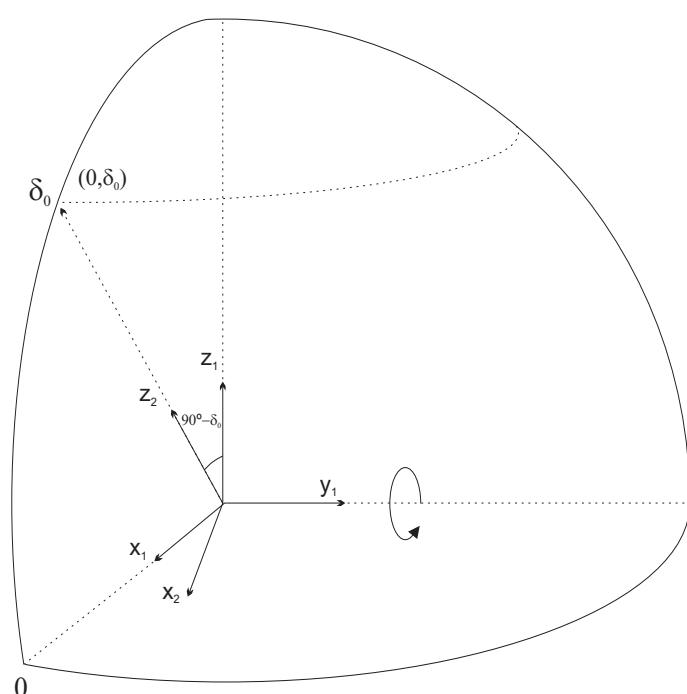


Figura 2.9: Rotação do sistema de referências em torno do eixo  $y_1$ . O ângulo de rotação é igual ao complemento da declinação de apontamento.

$$\begin{bmatrix} x_2 \\ y_2 \\ z_2 \end{bmatrix} = \begin{bmatrix} \sin \delta_0 & 0 & -\cos \delta_0 \\ 0 & 1 & 0 \\ \cos \delta_0 & 0 & \sin \delta_0 \end{bmatrix} \begin{bmatrix} x_1 \\ y_1 \\ z_1 \end{bmatrix} \quad (2.9)$$

As duas operações de rotação podem ser combinadas em uma única operação, definida pela Equação 2.10.

$$\begin{bmatrix} x_2 \\ y_2 \\ z_2 \end{bmatrix} = \begin{bmatrix} \sin \delta_0 \cos \alpha_0 & \sin \delta_0 \sin \alpha_0 & -\cos \delta_0 \\ -\sin \alpha_0 & \cos \alpha_0 & 0 \\ \cos \delta_0 \cos \alpha_0 & \cos \delta_0 \sin \alpha_0 & \sin \delta_0 \end{bmatrix} \begin{bmatrix} x_0 \\ y_0 \\ z_0 \end{bmatrix} \quad (2.10)$$

Dado um conjunto de coordenadas  $\alpha, \delta$  pode-se obter as respectivas coordenadas expressas no sistema  $\{\mathbf{x}_0, \mathbf{y}_0, \mathbf{z}_0\}$  com auxílio das Equações 2.11 a 2.13.

$$x_0 = \cos \delta \cos \alpha \quad (2.11)$$

$$y_0 = \cos \delta \sin \alpha \quad (2.12)$$

$$z_0 = \sin \delta \quad (2.13)$$

Substituindo as Equações 2.11 a 2.13 na Equação 2.10, obtém-se a Equação 2.14.

$$\begin{bmatrix} x_2 \\ y_2 \\ z_2 \end{bmatrix} = \begin{bmatrix} \sin \delta_0 \cos \alpha_0 & \sin \delta_0 \sin \alpha_0 & -\cos \delta_0 \\ -\sin \alpha_0 & \cos \alpha_0 & 0 \\ \cos \delta_0 \cos \alpha_0 & \cos \delta_0 \sin \alpha_0 & \sin \delta_0 \end{bmatrix} \begin{bmatrix} \cos \delta \cos \alpha \\ \cos \delta \sin \alpha \\ \sin \delta \end{bmatrix} \quad (2.14)$$

Note que, após a rotação, não se tem as coordenadas no plano tangente, mas sim as coordenadas sobre a Esfera Celeste, apenas rotacionadas com relação às coordenadas originais. As coordenadas  $XY$  no plano tangente podem ser obtidas considerando  $z_2$  igual a distância focal  $f$  do instrumento, através das Equações 2.15 e 2.16.

Pode parecer, em primeira instância, que a rotação do sistema de coordenadas é desnecessária, e que as coordenadas no plano tangente poderiam

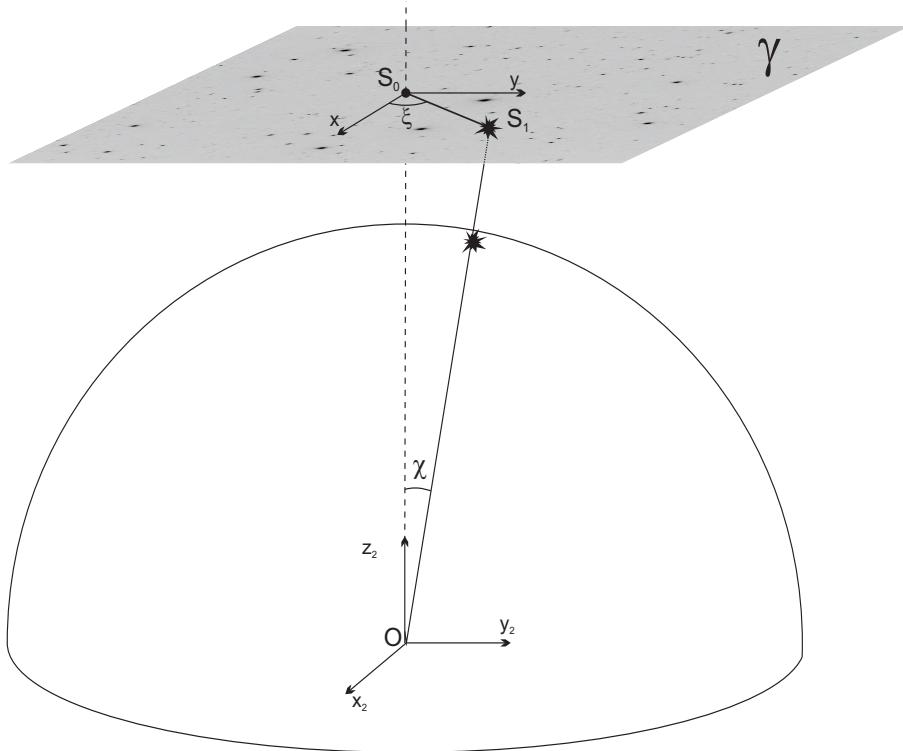


Figura 2.10: Representação do sistema de coordenadas após as operações de rotação realizadas durante a astrometria.

ser obtidas diretamente das coordenadas originais, o que seria uma conclusão equivocada. A métrica do sistema de coordenadas esféricas exige que funções mais complexas sejam empregadas na determinação direta das coordenadas no plano tangente, assim como nas operações inversas. A rotação realizada permite que funções mais simples sejam utilizadas.

$$X = f x_2 / z_2 \quad (2.15)$$

$$Y = f y_2 / z_2 \quad (2.16)$$

Uma vez que as coordenadas do UCAC3 foram transformadas para o sistema de coordenadas do plano tangente é possível fazer a identificação de padrões geométricos semelhantes entre a projeção do catálogo e a imagem observada. Esse procedimento é feito, tipicamente, pelo método visual.

Contudo, alguns algoritmos já foram desenvolvidos para o reconhecimento automático (Pál et al. 2006, Valdes et al. 1995). O que é feito por esses programas, efetivamente, é muito parecido com o que é feito visualmente. Procura-se por semelhanças entre ambas as imagens, que pode ser, por exemplo, um conjunto de figuras geométricas iguais. A geometria das figuras e a sua distribuição espacial são os parâmetros básicos para o reconhecimento do campo. Reconhecimento significa identificar os objetos da imagem observada na imagem de referência, isto é, nas projeções do céu obtidas a partir do UCAC3.

Nesse trabalho empregou-se uma técnica desenvolvida pelo nosso grupo e que utiliza um método muito semelhante à triangulação *Delaunay* (Pál et al. 2006), considerando-se que não existem grandes distorções na imagem observada.

De maneira resumida, é feito o reconhecimento do campo observado e estabelece-se uma correspondência entre as estrelas da imagem observada e as estrelas do catálogo. Nessa fase do processamento o programa obtém as projeções das coordenadas equatoriais fornecidas pelo UCAC3. Uma vez identificadas as estrelas correspondentes, procede-se a um ajuste por mínimos quadrados para determinação dos coeficientes das Equações 2.17 e 2.18.

$$X = Ax + By + C \quad (2.17)$$

$$Y = Dx + Ey + F \quad (2.18)$$

Em que  $x, y$  são as coordenadas cartesianas no sistema do CCD e  $X, Y$  são as coordenadas no plano tangente. As constantes  $A$  a  $F$  são os coeficientes da transformação.

As equações podem incluir termos de ordem maior, no entanto, como o campo de visão possui dimensões pequenas, da ordem de 10 minutos de arco, não existem distorções significativas e as equações de primeira ordem fornecem resultados muito precisos (Caetano et al. 2009).

As seções seguintes fornecem uma descrição mais detalhada dos pontos

fundamentais envolvidos na técnica astrométrica que foi utilizada nesse trabalho.

### **Reconhecimento do campo**

Fazer o reconhecimento do campo não é uma tarefa fácil na maioria das vezes. A imagem de referência pode possuir uma escala diferente, pode estar posicionada arbitrariamente ou mesmo invertida. No entanto, se a imagem estiver posicionada adequadamente e com a mesma escala da imagem observada, esse trabalho se torna muito mais simples.

A experiência adquirida ao longo do tempo que o nosso grupo realiza esse procedimento permitiu que desenvolvêssemos um algoritmo no qual o reconhecimento das estrelas é feito de forma totalmente automática. Vamos nos referir a esse algoritmo como *Astrometry*.

De forma análoga ao procedimento manual, o *Astrometry* determina a melhor escala de placa para o detector empregado nas observações, a orientação da imagem com relação à imagem de referência e verifica se ela está invertida ou não. O processo todo pode ser estruturado na forma de quatro fases distintas:

- Correção devida ao movimento próprio das estrelas.
- Teste de escala.
- Teste de rotação.
- Teste de translação.

### **Correção devida ao movimento próprio das estrelas**

As coordenadas fornecidas por catálogos precisam ser corrigidas de diversos fatores que determinam a posição aparente de uma estrela ne época das observações. Entre eles podemos citar o movimento próprio, a precessão dos equinócios, o movimento de nutação, parallaxe anual, aberração anual,

paralaxe diária, aberração diária e refração atmosférica. Ao conjunto de operações necessárias para a correção destes fatores damos o nome de redução ao dia.

Para os dados desse trabalho, particularmente, apenas o movimento próprio das estrelas é levado em conta e a razão ficará clara posteriormente, mas, basicamente, este é o único efeito que não é corrigido pelas Equações 2.17 e 2.18. Todos os outros fatores são contabilizados quando se obtém os coeficientes dessas equações.

A correção devido ao movimento próprio leva a dois resultados importantes. O primeiro é a posição da estrela na data da observação e o segundo é a incerteza associada as suas coordenadas equatoriais. De acordo com as informações disponíveis em <http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR>, a incerteza nas coordenadas deve considerar a época das observações e as incertezas nos movimentos próprios das estrelas, segundo as relações expressas nas Equações 2.19 e 2.20.

$$\sigma\alpha^2 = \sigma\alpha_0^2 + (T - T_0)^2\sigma\mu_\alpha^2 \quad (2.19)$$

$$\sigma\delta^2 = \sigma\delta_0^2 + (T - T_0)^2\sigma\mu_\delta^2 \quad (2.20)$$

As coordenadas  $\alpha, \delta$  são as coordenadas para a época  $T$ , para a época  $T_0$  tem-se as coordenadas  $\alpha_0, \delta_0$ . Os termos  $\mu_\alpha$  e  $\mu_\delta$  representam, respectivamente, os movimentos próprios em  $\alpha$  e em  $\delta$ .

### Teste de escala

O teste de escala deve verificar a exatidão do valor da escala de placa fornecido pelo observatório, o qual não é constante pois depende do ajuste feito para o foco do telescópio. O conhecimento do valor exato da escala de placa é importante para que as projeções do UCAC3 sejam obtidas corretamente, com a mesma escala da imagem observada. Isso é crucial para o método empregado nesse trabalho, como poder-se-á concluir nas próximas seções.

O *Astrometry* obtém o conjunto de todos os vetores com início em uma estrela e extremidade em outra, para a imagem observada. Suponha que  $k$  estrelas tenham sido encontradas na imagem em questão, então o conjunto  $V$  dos vetores  $\vec{u}_i$  obtidos pelo *Astrometry* é definido pela Equação 2.21.

$$V = \{\vec{u}_i \in R^2 \mid \vec{u}_i = (x_m - x_n) \hat{\mathbf{x}} + (y_m - y_n) \hat{\mathbf{y}}, \\ m = 0, 1, 2, \dots, k-1, n = 0, 1, 2, \dots, k-1, m \neq n\} \quad (2.21)$$

Sendo que  $x_q, y_q$  são as coordenadas cartesianas da  $q$ -ésima estrela expressas no sistema de coordenadas do CCD. A definição do conjunto  $V$  implica que cada vetor pertencente a  $V$  possui um oposto no mesmo conjunto.

Analogamente, o *Astrometry* obtém um conjunto semelhante para a imagem de referência, ao qual nos referiremos por conjunto  $W$ , e aos seus elementos nos referiremos por  $\vec{z}_j$ . Como a imagem observada e a imagem de referência podem possuir orientações arbitrárias, além de não possuirem necessariamente os mesmos objetos, os conjuntos  $V$  e  $W$  são bastante diferentes. No entanto, se considerarmos os módulos dos vetores em cada conjunto será verdade que  $V$  e  $W$  possuirão a maior interseção quando as escalas de ambas as imagens forem idênticas. O conjunto dos módulos dos vetores em  $V$  será chamado de conjunto  $V'$  e, do mesmo modo, o conjunto dos módulos dos vetores em  $W$  será chamado de  $W'$ .

Várias projeções (imagens de referências) são construídas a partir das informações fornecidas pelo UCAC3, considerando valores diferentes para a escala de placa. Para cada uma é feita a comparação entre os conjuntos  $V'$  e  $W'$ , contando-se o número de elementos na interseção desses conjuntos. O melhor valor para a escala de placa é aquele para o qual a interseção dos conjuntos possui o número máximo de elementos. Em nossas reduções foram verificados valores para a escala de placa que vão de  $0.5760'' \text{ pixel}^{-1}$  a  $0.6240'' \text{ pixel}^{-1}$  em passos de  $0.0001'' \text{ pixel}^{-1}$ .

O histograma da Figura 2.11 mostra o números de elementos na interseção dos conjuntos  $V'$  e  $W'$  em função do valor da escala de placa utilizado na

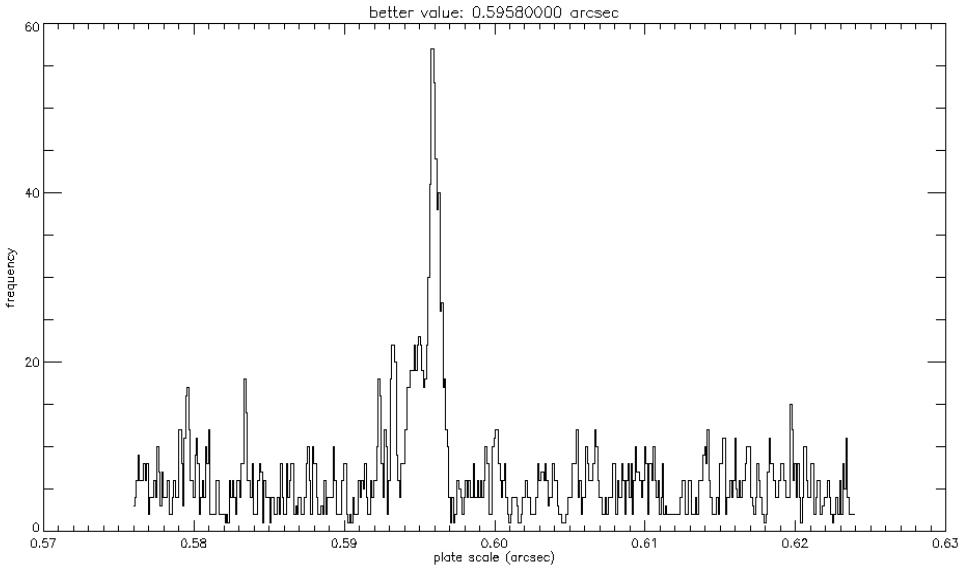


Figura 2.11: Histograma do teste de escala realizado pelo *Astrometry*, para o campo do aglomerado ESO 275-01, observado em 10 de maio de 2009. Foram verificados valores para a escala de placa que vão de  $0.5760'' \text{ pixel}^{-1}$  a  $0.6240'' \text{ pixel}^{-1}$  em passos de  $0.0001'' \text{ pixel}^{-1}$ .

construção da imagem de referência, para o campo do aglomerado ESO 275-01, observado na noite de 10 de maio de 2009. É possível notar através da figura que, de um modo geral, sempre existem elementos comuns aos conjuntos, o que não significa que sejam os mesmos elementos de fato. Para o valor  $0.5958'' \text{ pixel}^{-1}$  é observado o número máximo de contagens, indicando que este é o valor mais provável para a escala de placa, que não difere muito do valor fornecido pelo observatório, de  $0.6000'' \text{ pixel}^{-1}$ .

O processamento do teste de escala levaria muito tempo caso fossem consideradas todas as estrelas detectadas na imagem observada e todas as estrelas presentes na imagem de referência. Por esse motivo, é feita uma seleção das melhores estrelas em cada imagem, as quais possuem uma probabilidade maior de serem encontradas em ambos os campos. Tipicamente tem-se utilizado as 15 estrelas mais brilhantes de cada campo, sendo que essas estrelas não podem apresentar saturação, devem apresentar um coeficiente de correlação do ajuste da PSF acima de 0.70 e o erro relativo no fluxo deve ser

inferior a 10 por cento. Para a imagem de referência exige-se apenas que sejam as 15 estrelas mais brilhantes.

### Teste de rotação

O teste de rotação determina a orientação da imagem observada com relação à imagem de referência e o procedimento adotado é muito parecido com aquele aplicado no teste de escala. Os conjuntos  $V$  e  $W$ , definidos anteriormente, são obtidos da mesma forma e ambos os conjuntos são comparados. Se as imagens tivessem a mesma orientação, os dois conjuntos teriam muitos elementos em comum. Se além disso, todas as estrelas da imagem observada estivessem presentes na imagem de referência, os conjuntos  $V$  e  $W$  seriam exatamente iguais.

Considere as imagens da Figura 2.12. Uma projeção de um campo padrão de Landolt (2007) é mostrada à esquerda e a imagem observada é mostrada à direita. Algumas estrelas foram identificadas por letras maiúsculas na projeção e as estrelas correspondentes na imagem observada foram identificadas pelas respectivas letras minúsculas. As imagens estão orientadas da mesma forma propositalmente, para ressaltar a igualdade entre os vetores da imagem e da projeção. Nesse ponto deve estar claro que essa igualdade é válida desde que a escala de placa tenha sido determinada precisamente, ou os vetores da imagem possuiriam módulos diferentes dos vetores correspondentes na projeção.

Se a imagem observada possui uma orientação diferente daquela da projeção, a interseção dos conjuntos  $V$  e  $W$  é vazia. No entanto, se a projeção for rotacionada de um ângulo  $\alpha$ , é verdade que a interseção dos conjuntos é máxima para algum  $\alpha$  real.

O teste de rotação utiliza o valor da escala de placa previamente determinado para construir várias projeções do campo observado, considerando diferentes valores do ângulo  $\alpha$ . Em cada caso, o *Astrometry* conta o número de elementos na interseção dos conjuntos  $W$  e  $V$ , sendo que o ângulo de rotação mais provável é aquele para o qual o número de elementos na in-

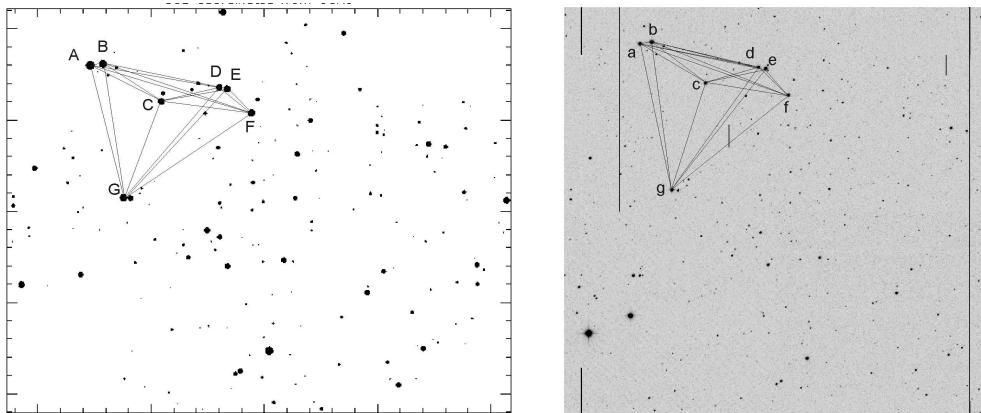


Figura 2.12: À esquerda: projeção de um campo padrão de Landolt (2007). À direita: imagem observada do mesmo campo.

terseção desses conjuntos é máximo.

Pode acontecer que a imagem esteja refletida com relação à projeção e, nesse caso, a simples operação de rotação é insuficiente para determinar o ângulo  $\alpha$ . Levando isso em conta, o *Astrometry* obtém, além da projeção do campo, uma projeção refletida e ambas são rotacionadas. Nesse trabalho foram verificados os ângulos entre 0 e 360 graus, em passos 0.02 graus.

A Figura 2.13 mostra o histograma do número de elementos no conjunto  $W \cap V$  em função do ângulo  $\alpha$ , para a projeção (histograma superior) e para a projeção refletida (histograma inferior) obtidas para o campo do aglomerado ESO 275-01.

Como pode ser visto na Figura 2.13, o histograma superior mostra dois picos bastante pronunciados, enquanto o histograma inferior apresenta um número máximo de 6 para a frequência, considerado um número insuficiente. Os histogramas indicam que as imagens não estão refletidas uma com relação à outra.

Um aspecto interessante que pode ser notado através desses histogramas é que duas soluções para o ângulo de rotação foram encontradas, o que pode parecer inconsistente à princípio. Na realidade, esse resultado já era esperado e advém da própria definição dos conjuntos  $W$  e  $V$ . Foi dito que, para

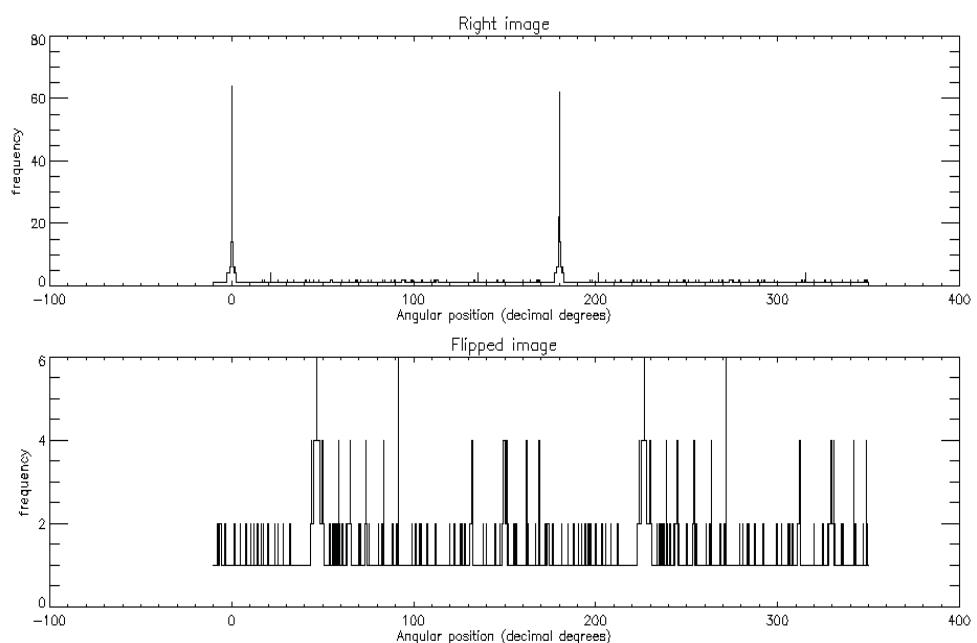


Figura 2.13: Histograma do número de elementos em  $W \cap V$  em função do ângulo  $\alpha$ , para o campo do aglomerado ESO 275-01, observado em 10 de maio.

cada vetor pertencente ao conjunto  $V$ , o seu oposto também pertence a esse conjunto, que é verdade também para o conjunto  $W$ . O oposto de um vetor é o próprio vetor rotacionado 180 graus e por isso foram encontradas duas soluções para o ângulo  $\alpha$  com uma defasagem de 180 graus. Obviamente que apenas uma solução é verdadeira e o *Astrometry* deve prosseguir com os testes para encontrá-la.

O procedimento do teste de rotação levaria muito tempo caso todas as estrelas da imagem observada e todas as estrelas da projeção fossem consideradas. De modo análogo ao que foi feito no teste de escala, selecionam-se apenas as melhores estrelas em cada imagem. O valor adotado para o passo da rotação também interfere no tempo de processamento, sendo que um passo muito pequeno torna a utilização do *Astrometry* inviável. Por outro lado, valores grandes para o passo aumentam o erro no resultado.

Para melhorar a precisão do resultado obtido com o teste de rotação, é feita uma segunda análise, na qual as duas soluções encontradas são verificadas novamente considerando um valor menor para o passo da rotação. A Figura 2.14 mostra o histograma obtido para o número de elementos em  $W \cap V$ , em função do ângulo  $\alpha$ , nessa segunda fase do teste de rotação, para o campo do aglomerado ESO 275-01.

Duas soluções precisas foram encontradas para o ângulo  $\alpha$ . A seguir, o *Astrometry* deverá analisar cada solução para identificar a verdadeira, o que é feito através do teste de translação.

### Teste de translação

O teste de translação é a última etapa da execução do *Astrometry*, onde verifica-se o deslocamento de uma imagem com relação a outra. Para ser mais preciso, esse teste determina a operação de translação que transforma a base do sistema de coordenadas da imagem de referência, na base do sistema de coordenadas da imagem observada, sem rotacionar, aumentar ou diminuir a imagem.

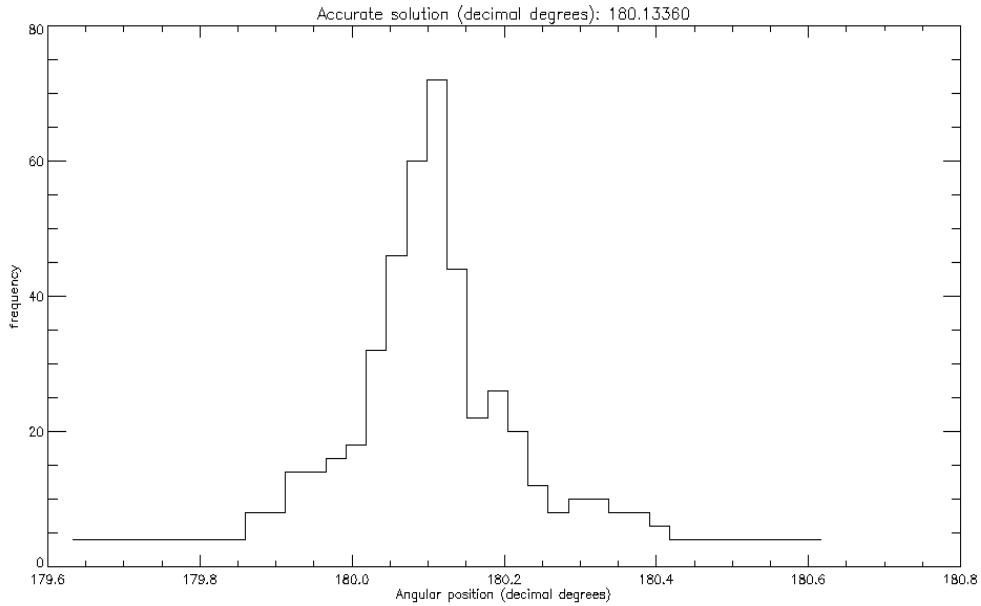


Figura 2.14: Histograma do número de elementos em  $W \cap V$  em função do ângulo  $\alpha$ , para o campo do aglomerado ESO 275-01, observado em 10 de maio. O histograma foi obtido na segunda fase do teste de rotação.

O procedimento, dessa vez, é um pouco diferente daquele seguido nas etapas anteriores, sendo necessário introduzir a definição de um novo conjunto, expressa pela Equação 2.22, em que  $k$  é o número de estrelas encontradas na imagem.

$$A = \{\vec{a}_i \in R^2 \mid \vec{a}_i = (x_i - x_p) \hat{x} + (y_i - y_p) \hat{y}, \\ i = 0, 1, 2 \dots k-1, \quad p \in \mathbb{N} \cap [0; k-1], \quad i \neq p\} \quad (2.22)$$

De modo análogo, o *Astrometry* obtém o conjunto  $B$  para a imagem de referência. Se  $l$  é o número de estrelas presentes nessa imagem, então o conjunto  $B$  é definido pela Equação 2.23.

$$B = \{\vec{b}_j \in R^2 \mid \vec{b}_j = (x_j - x_q) \hat{x} + (y_j - y_q) \hat{y}, \\ j = 0, 1, 2 \dots l-1, \quad q \in \mathbb{N} \cap [0; l-1], \quad j \neq q\} \quad (2.23)$$

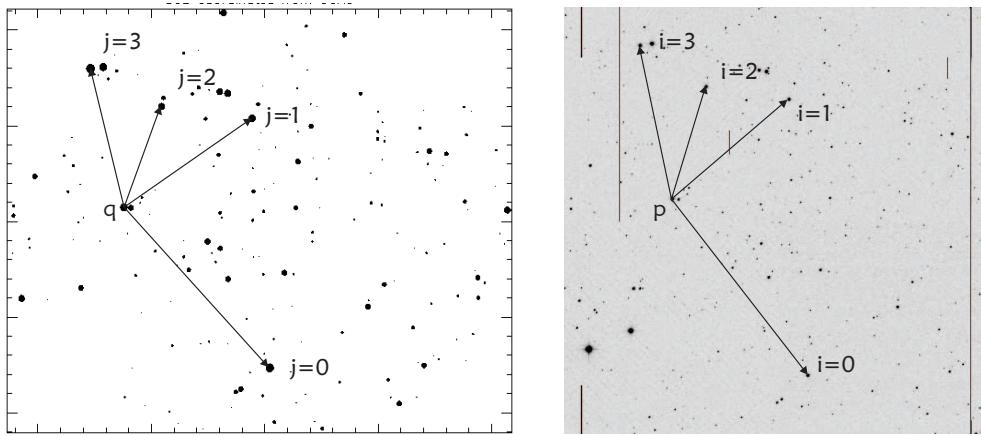


Figura 2.15: Comparação das imagens feitas pelo teste de translação do *Astrometry*. À esquerda: Vetores do conjunto  $B$  determinados na imagem de referência. À direita: Vetores do conjunto  $A$  determinados para a imagem observada.

A Figura 2.15 mostra claramente os vetores obtidos a partir das definições expressas pelas Equações 2.22 e 2.23. Pode-se notar que a  $q$ -ésima estrela da imagem à esquerda corresponde à  $p$ -ésima estrela da imagem à direita. Isso foi feito intencionalmente para mostrar que, quando isso acontece, o conjunto  $A \cap B$  possui o número máximo de elementos. Se além disso, todas as estrelas da imagem observada estão presentes na imagem de referência, então os conjuntos  $A$  e  $B$  são iguais.

Na prática, o conjunto  $A \cap B$  é vazio para todos os valores de  $q$  e  $p$ , exceto quando eles se referem a mesma estrela em suas respectivas imagens. Portanto, para uma estrela na imagem de referência, é possível identificar a estrela correspondente na imagem observada apenas exigindo-se que o conjunto  $A \cap B$  não seja vazio.

O *Astrometry* verifica todas as combinações possíveis de  $q$  e  $p$  até que essa condição seja satisfeita. É importante notar que ambas as imagens devem possuir escalas de placa iguais e estar orientadas da mesma forma, portanto, para um dos ângulos encontrados no teste de rotação essa condição nunca será satisfeita. Desse modo é possível encontrar uma única solução para o ângulo de rotação da imagem.

É fácil perceber que, quando uma estrela da imagem de referência é identificada na imagem observada, todas as outras  $l - 1$  estrelas também são, desconsiderando-se o fato de que nem todas estão presentes na imagem observada. Portanto, tem-se um conjunto contendo um bom número de estrelas, para o qual são conhecidas as coordenadas  $x, y$  no sistema da imagem observada, e as coordenadas  $X, Y$  no sistema da imagem de referência. Essas informações são suficientes para que se possa determinar os coeficientes das Equações 2.17 e 2.18 através de um ajuste de mínimos quadrados.

O *Astrometry* aplica essas equações para as coordenadas de todas as estrelas da imagem observada obtendo as coordenadas cartesianas no plano tangente. Por sua vez, as coordenadas no sistema do plano tangente são transformadas em coordenadas esféricas (coordenadas equatoriais em J2000) através das operações inversas das Equações 2.11 a 2.16. As incertezas associadas às coordenadas equatoriais finais são determinadas segundo o método proposto por Eichhorn & Williams (1963). Os valores típicos para a incerteza são mostrados na Figura 2.16.

### 2.2.8 Sumário

As imagens obtidas diretamente do telescópio sofrem algumas correções, ou calibrações, que são: (i) subtração do *bias*, (ii) correção de *flat field*, (iii) correção do obturador e (iv) correção da massa de ar.

As imagens calibradas são reduzidas automaticamente com auxílio do programa *AutoStarfinder*, que determina para as estrelas das imagens os fluxos integrados, as posições no sistema de coordenadas do CCD e os respectivos erros. O programa inclui uma rotina astrométrica denominada *Astrometry*, que transforma as coordenadas do CCD em coordenadas equatoriais com auxílio de projeções gnomônicas do UCAC3 no plano tangente. As coordenadas no sistema equatorial são utilizadas para correlacionar a lista das estrelas detectadas na imagem observada com a lista de estrelas fornecida pelo UCAC3, para a mesma região do céu. Dessa forma é possível agregar informações retiradas do catálogo ao produto da redução das imagens. Ao

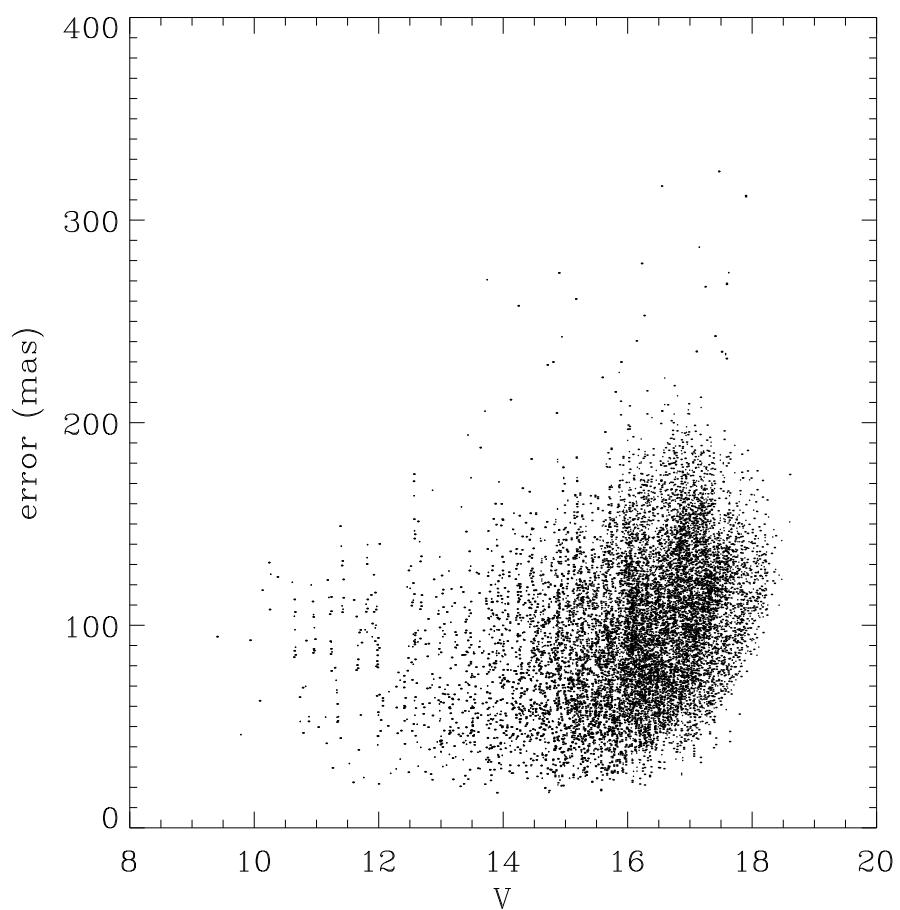


Figura 2.16: Distribuição típica dos erros astrométricos em função da magnitude  $V$ .

final do processo tem-se, para cada campo observado, uma lista contendo as estrelas que foram detectadas pelo *AutoStarfinder* e, para cada uma, são fornecidas as informações seguintes:

- Coordenadas equatoriais em J2000 e respectivas incertezas.
- Fluxos normalizados em cada filtro do sistema UBVRI e respectivas incertezas.
- Magnitudes no sistema JHKs-2MASS (Cutri et al. 2003) e incertezas, retiradas do UCAC3.
- Movimentos próprios e incertezas, retirados do UCAC3.

# Capítulo 3

## Calibrações fotométricas e determinação de parâmetros físicos

### 3.1 Calibrações fotométricas

#### 3.1.1 Extinção atmosférica

Quando se observa com um telescópio localizado na superfície terrestre, deve-se considerar que a luz que é captada teve que atravessar a atmosfera da Terra. Como a atmosfera absorve e espalha a luz, o número de fótons detectados, provenientes de uma fonte astronômica, depende da espessura da atmosfera ao longo da linha de visada. Quanto mais baixa a estrela estiver, ou seja, quanto mais próxima do horizonte ela estiver, maior será a camada da atmosfera que sua luz deve atravessar e, portanto, mais fraca parecerá a estrela. A extinção atmosférica refere-se à atenuação provocada pela atmosfera no brilho de uma estrela, o qual é usualmente definido através da Equação 3.1.

$$M'_i(z) = M_i + K_i X(z) \quad (3.1)$$

Essa equação estabelece que a magnitude  $M'_i(z)$ , medida na banda  $i$  na

direção definida pela distância zenithal  $z$ , é igual a magnitude  $M_i$  que se mediria fora da atmosfera mais uma contribuição devida à atmosfera, representada por  $K_i X(z)$ . Essa última contribuição é composta por dois fatores: o coeficiente de extinção  $K_i$ , que mede a intensidade com que a atmosfera reduz a luz de uma fonte astronômica, e a massa de ar  $X(z)$ , que é uma medida da profundidade da atmosfera na direção da linha de visada definida pela distância zenithal  $z$ . Embora a função  $X(z)$  seja bastante complexa (Golay 1974), pode-se aproxima-la por  $X(z) = \sec z$ , assumindo um modelo de atmosfera plana e para valores de  $z$  menores que 60 graus.

Através da Equação 3.1 é possível transformar as magnitudes observadas na Terra (magnitudes instrumentais) para magnitudes fora da atmosfera, desde que o coeficiente  $K_i$  seja conhecido. Uma maneira de determinar  $K_i$  seria observar uma estrela em diferentes massas de ar e determinar os coeficientes  $M_i$  e  $K_i$  através de um ajuste linear. Considerando que, tipicamente, os campos observados possuem várias estrelas, seria possível aplicar a Equação 3.1 para cada uma e determinar uma média para o coeficiente  $K_i$ . Contudo, esse procedimento é pouco robusto e fornece valores incertos quando se tem poucas medidas (Moitinho 1999; Harris et al. 1981). Uma alternativa é utilizar a Equação 3.1 em uma forma modificada, expressa pela Equação 3.2.

$$M_i(z_1) - M_i(z_2) = K_i(X(z_1) - X(z_2)) \quad (3.2)$$

Essa equação não depende da estrela que está sendo considerada. Pode-se, portanto, utilizar todas as estrelas para as quais se tenha mais de uma medida na mesma banda, em diferentes massas de ar, juntas em um mesmo gráfico, e determinar o coeficiente  $K_i$  a partir de um ajuste de mínimos quadrados.

Quando mais de duas medidas são feitas por estrela, digamos  $N$  medidas, é possível obter  $N(N - 1)/2$  diferenças distintas,  $\Delta M_i$  e  $\Delta X$ , sendo que apenas  $N - 1$  delas são independentes. Uma solução natural seria considerar a medida feita com a menor massa de ar como referência e subtraí-la de todas as outras (Moitinho 1999, 2001; Caetano et al. 2009). Dessa maneira, contudo,

qualquer erro na medida de referência seria introduzido sistematicamente em todas as diferenças. Moitinho (2001) propõe que todas as diferenças sejam utilizadas no mesmo gráfico esperando que, desse modo, uma medida ruim apareça muito deslocada com relação a região de maior concentração dos pontos.

As Figuras 3.4 a 3.7 mostram os ajustes lineares obtidos para os dados das noites 17, 18 e 19 de abril, e 10 de maio. Os ajustes foram realizados com o método dos mínimos quadrados e a função ajustada passa, necessariamente, pela origem. Os coeficientes fornecidos pelos ajustes e as respectivas incertezas estão na Tabela 3.1.

É possível notar através dessa tabela que os coeficientes de extinção atmosférica apresentaram variações significativas, mesmo entre noites consecutivas. Por esse motivo os dados não podem ser reunidos em um só gráfico para a determinação da extinção atmosférica. Em média, o coeficiente na banda U possui um valor de 0.501, para a banda B o valor médio é de 0.247, igual a 0.130 na banda V, igual a 0.085 na banda R e igual a 0.060 na banda I. O resultado dessa análise revela características fotométricas do OPD, a partir do que se pode concluir que o sítio apresenta condições fotométricas bastante instáveis e, sendo assim, é impossível adotar um valor médio para o coeficiente de extinção atmosférica nos procedimentos de redução de dados. Significa que deve haver um grande investimento de tempo para as medidas dos coeficientes, ao longo de cada noite de observação.

### **3.1.2 Transformação para o sistema padrão**

As medidas fotométricas obtidas com o processo de redução das imagens e levando em consideração a extinção atmosférica, são incapazes de fornecer uma medida de propriedades intrínsecas das estrelas.

Para que seja possível a determinação dos parâmetros físicos a partir dos nossos dados observacionais, deve-se expressar as magnitudes obtidas em uma escala comum, usada pela maioria da comunidade astronômica, e a qual nos

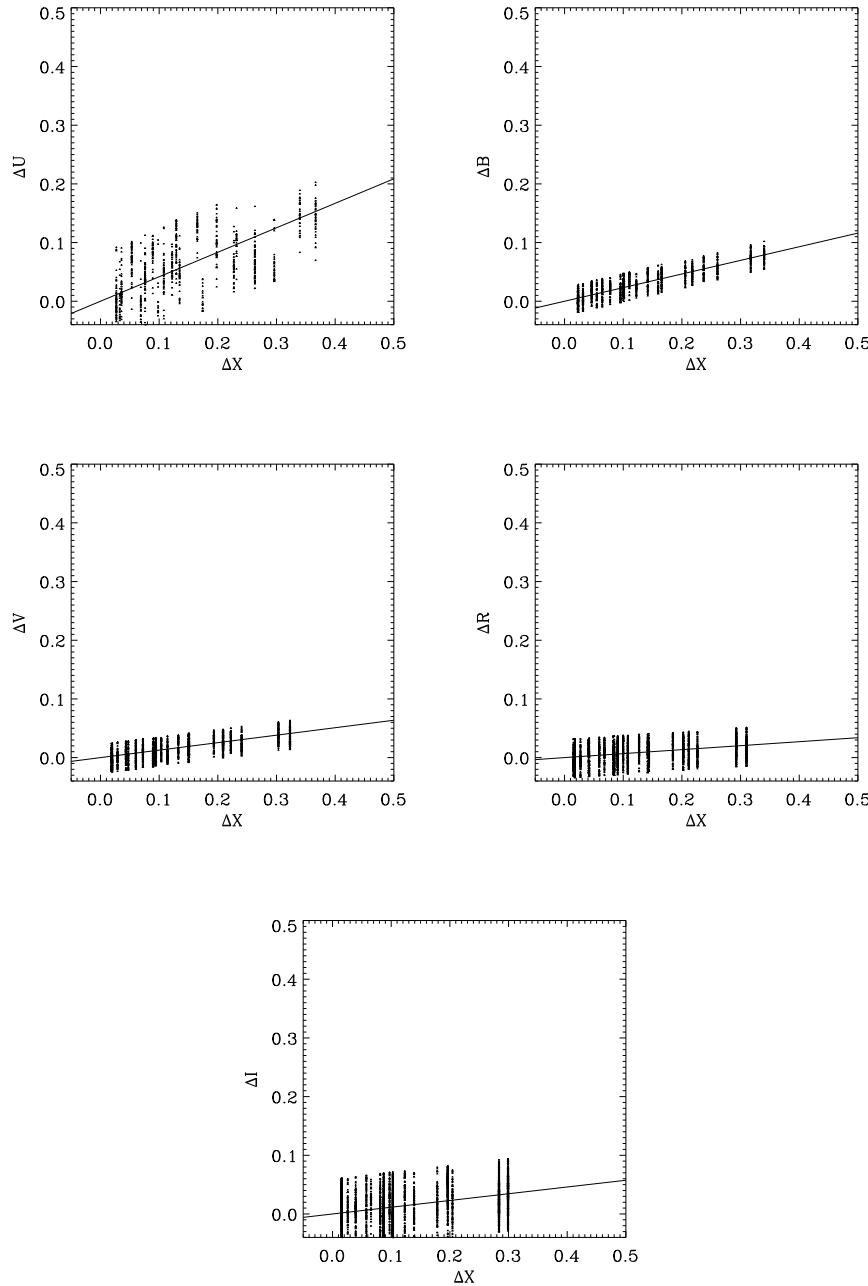


Figura 3.1: Ajustes da determinação dos coeficientes de absorção atmosférica para a noite de 17 de abril de 2009. O campo do aglomerado ASCC-93 foi observado 4 vezes e o do aglomerado ESO 447-29, 6 vezes. Os dados foram reunidos no mesmo gráfico.

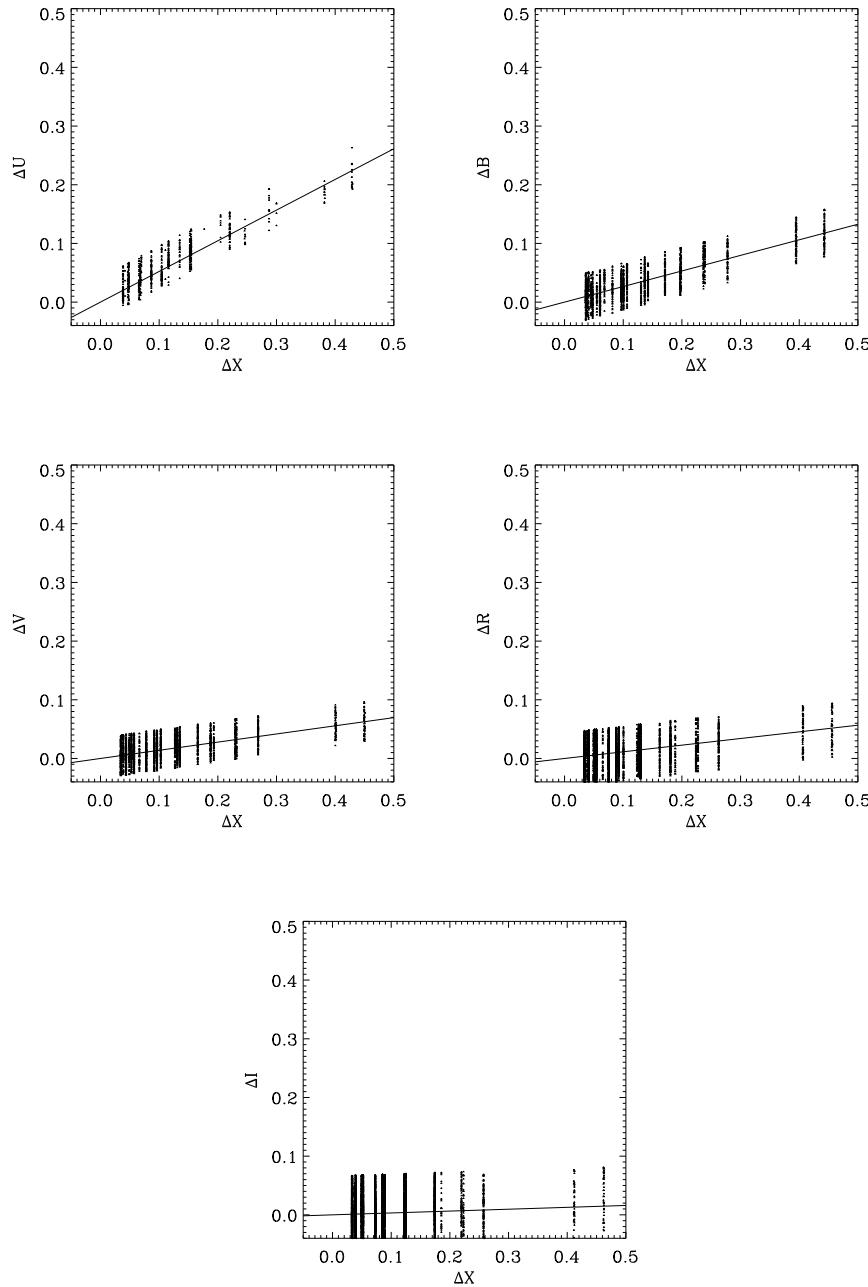


Figura 3.2: Ajustes da determinação dos coeficientes de absorção atmosférica para a noite de 18 de abril de 2009. Foram feitas 5 observações do campo na região do aglomerado ASCC-93, 5 observações para o campo do aglomerado ESO 383-10 e 3 observações para o campo do aglomerado ESO 435-09. Todos os dados foram usados no mesmo gráfico.

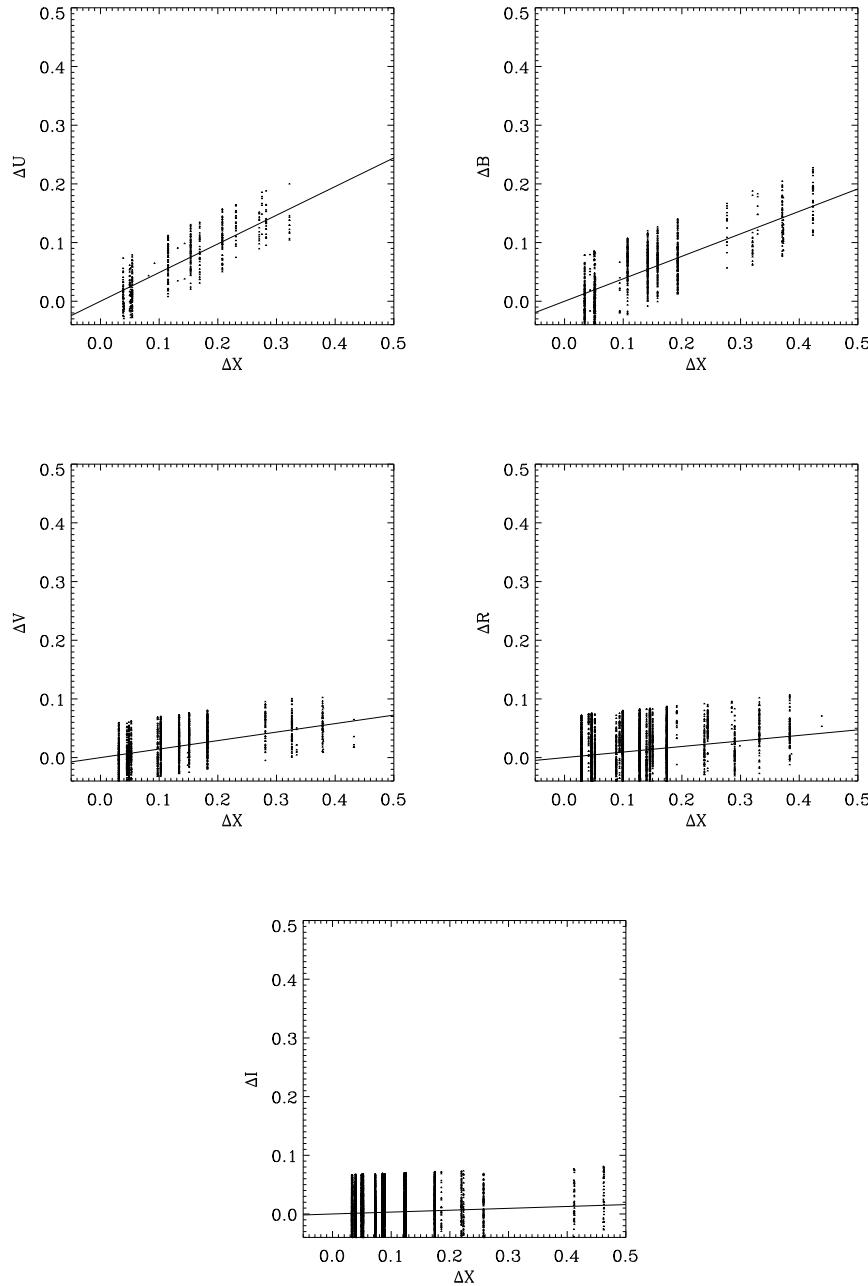


Figura 3.3: Ajustes da determinação dos coeficientes de absorção atmosférica para a noite de 19 de abril de 2009. O campo na região do aglomerado ASCC-93 foi observado 4 vezes e o campo do aglomerado ESO 435-09 foi observado 7 vezes. Os dados foram reunidos no mesmo gráfico.

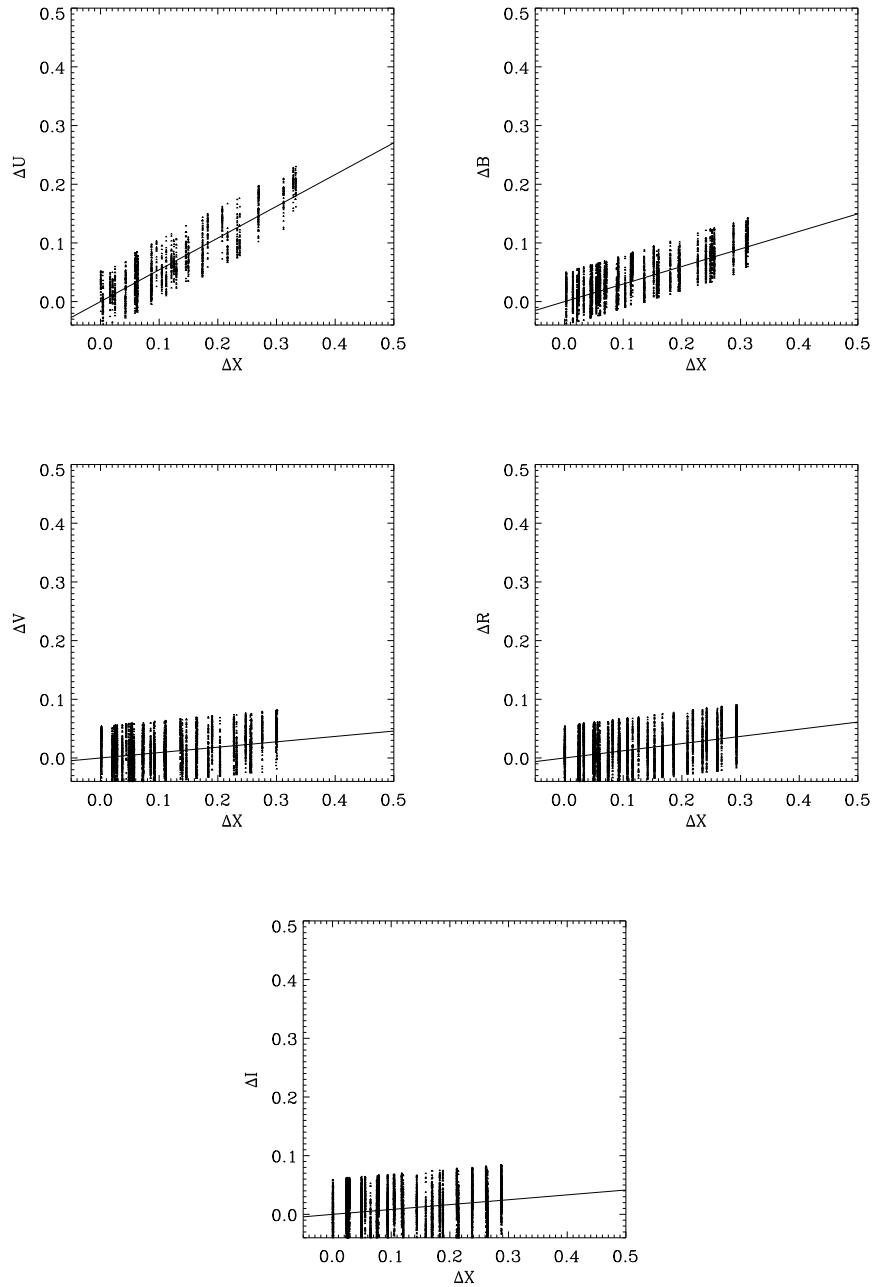


Figura 3.4: Ajustes da determinação dos coeficientes de absorção atmosférica para a noite de 10 de maio de 2009. O campo do aglomerado ESO 275-01 foi observado 9 vezes no total.

Tabela 3.1: Coeficientes de extinção atmosférica e respectivas incertezas obtidos para as noites 17, 18 e 19 de abril, e 10 de maio de 2009.

noite	$k_U$	$\sigma_{k_U}$	$k_B$	$\sigma_{k_B}$	$k_V$	$\sigma_{k_V}$
17 de abril	0.344	0.004	0.234	0.002	0.119	0.002
18 de abril	0.550	0.004	0.195	0.003	0.147	0.003
19 de abril	0.546	0.005	0.248	0.002	0.125	0.004
10 de maio	0.564	0.002	0.312	0.001	0.130	0.002

noite	$k_R$	$\sigma_{k_R}$	$k_I$	$\sigma_{k_I}$
17 de abril	0.032	0.002	0.031	0.002
18 de abril	0.104	0.003	0.083	0.006
19 de abril	0.080	0.002	0.010	0.001
10 de maio	0.123	0.001	0.103	0.002

referiremos por sistema padrão de magnitudes. A menos que a transformação ao sistema padrão seja realizada, é muito difícil utilizar os resultados obtidos por outros autores para analisar nossos resultados e, por sua vez, contribuir com nosso próprio trabalho.

Nesse trabalho, as transformações ao sistema padrão foram feitas por meio das Equações 3.3 a 3.7 (Baume et al. 2003a, 2003b), em que as letras minúsculas (*uvri*) foram empregadas para designar as magnitudes fora da atmosfera, determinadas de acordo com a Equação 3.1. As letras maiúsculas (*UBVRI*) foram utilizadas para as magnitudes e cores expressas no sistema padrão, e os coeficientes  $\alpha_i$ ,  $\beta_i$ ,  $\gamma_i$ ,  $\delta_i$  e  $\epsilon_i$  são os coeficientes da transformação.

$$u - U = \alpha_0 + \alpha_1(U - B) \quad (3.3)$$

$$b - B = \beta_0 + \beta_1(B - V) \quad (3.4)$$

$$v - V = \gamma_0 + \gamma_1(B - V) \quad (3.5)$$

$$r - R = \delta_0 + \delta_1(V - R) \quad (3.6)$$

$$i - I = \epsilon_0 + \epsilon_1(R - I) \quad (3.7)$$

Estrelas padrões de Landolt (2007) foram observadas, como já foi mencionado na Seção 2.1. São estrelas cujas magnitudes no sistema padrão são bem conhecidas e, portanto, esses coeficientes podem ser obtidos através de um ajuste linear que emprega o método dos mínimos quadrados. Precisamente, o ajuste foi feito através da rotina LADFIT<sup>1</sup>, que é uma adaptação da rotina MEDFIT descrita em *Numerical Recipes* (Press et al. 1992), a qual baseia-se em estatística robusta para a determinação dos parâmetros do ajuste.

As Figuras 3.5 a 3.8 mostram os resíduos dos ajustes obtidos. Pelo menos 15 estrelas padrões foram observadas em cada noite sob as mesmas condições em que foram observados os aglomerados abertos. É possível que certa estrela não tenha sido detectada em todos as bandas e por isso nem todos os diagramas de erros residuais possuem a mesma quantidade de pontos. De um modo geral, um número menor de estrelas é detectado na banda U e isso reflete um erro residual maior para essa banda. Os valores dos erros residuais em cada banda são apresentados na Tabela 3.2.

A Tabela 3.3 contém os coeficientes obtidos para as noites de 17, 18 e 19 de abril, e para a noite de 10 de maio de 2009. Pode-se notar que eles apresentam pequenas variações, sendo mais pronunciadas entre noites mais distantes. A tabela mostra que os coeficientes de ponto zero, que são os coeficientes lineares dos ajustes, não são constantes, devido, possivelmente, a instabilidade das condições atmosféricas no OPD. Os coeficientes secundários, que são os coeficientes angulares dos ajustes, apresentaram flutuações mais discretas que estão associadas à fatores instrumentais.

### 3.1.3 Erros fotométricos

Os erros fotométricos finais possuem três componentes principais. A primeira refere-se aos resíduos dos ajustes das PSFs realizado pelo *AutoStarfinder*, sendo que esses erros são pequenos, tipicamente da ordem de milésimos de magnitudes. A segunda componente é representada pelos erros estatísticos nas medidas e pode ser determinada desde que se tenha um bom número de

---

<sup>1</sup>disponível com o IDL 6.2

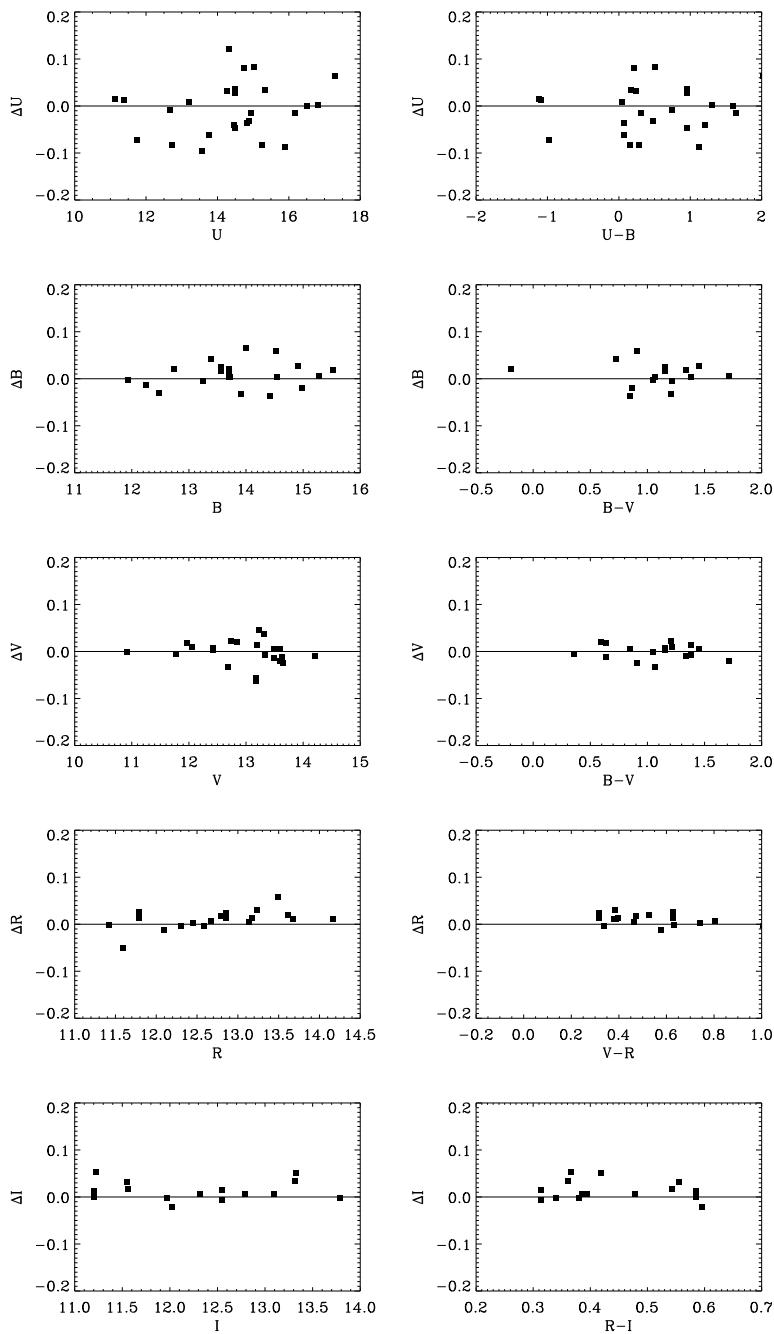


Figura 3.5: Resíduo dos ajustes para a noite de 17 de abril de 2009.

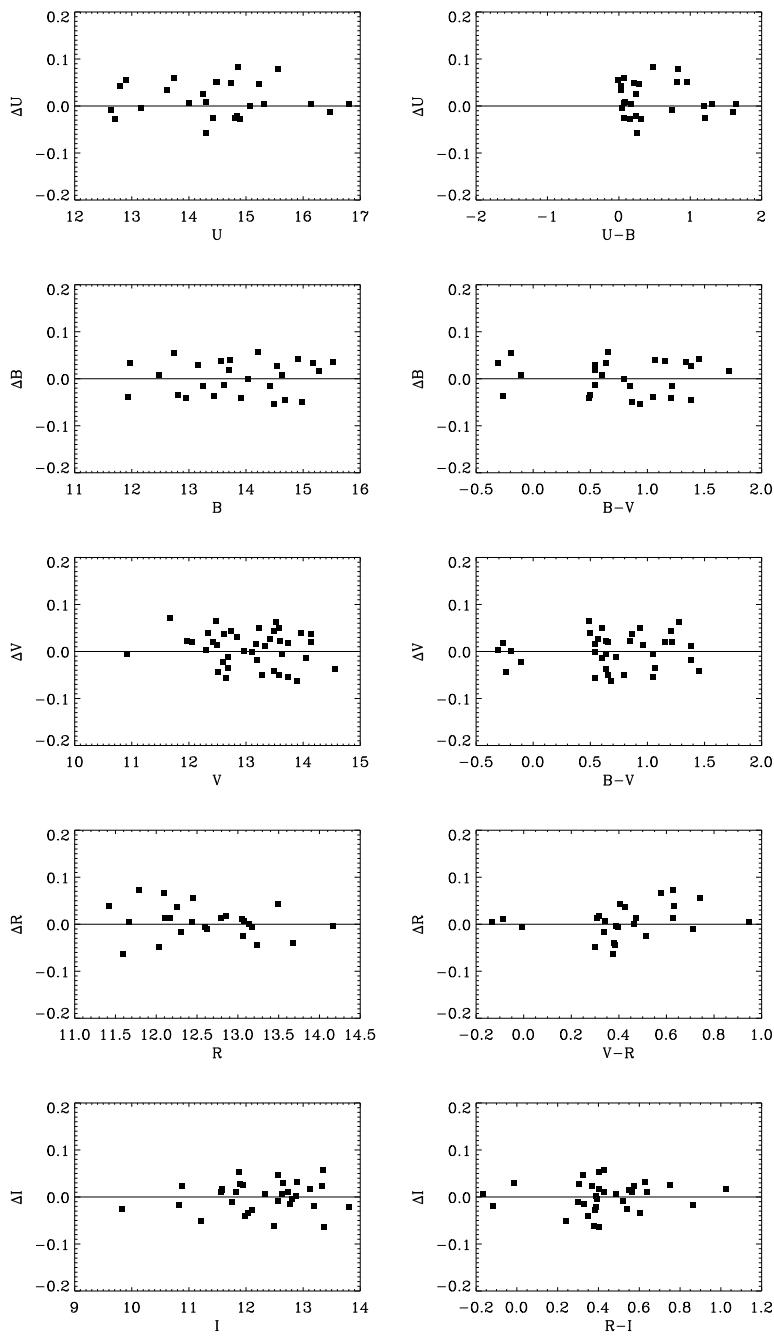


Figura 3.6: Resíduo dos ajustes para a noite de 18 de abril de 2009.

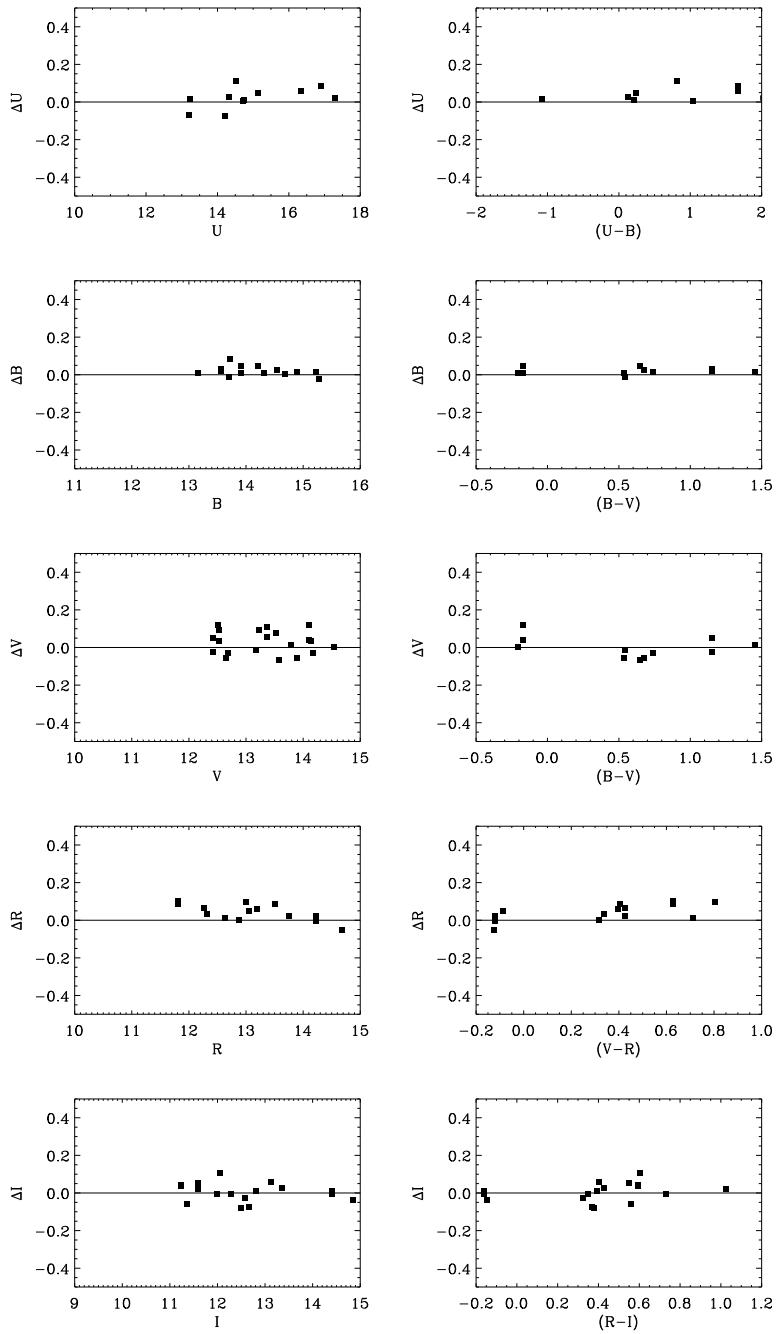


Figura 3.7: Resíduo dos ajustes para a noite de 19 de abril de 2009.

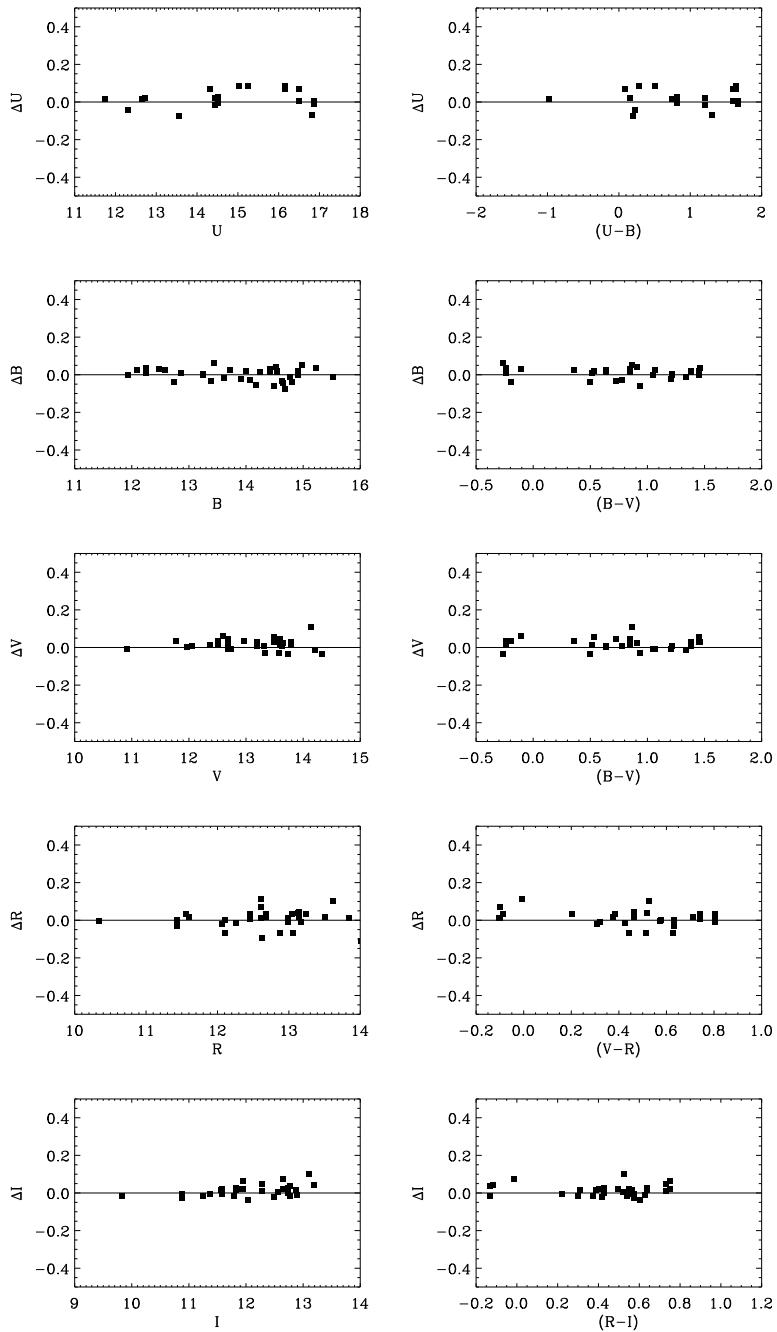


Figura 3.8: Resíduo dos ajustes para a noite de 10 de maio de 2009.

Tabela 3.2: Erro residual para os ajustes de 17, 18 e 19 de abril, e 10 de maio de 2009.

Noite	$\Delta U$ (Eq.3.3)	$\Delta B$ (Eq.3.4)	$\Delta V$ (Eq.3.5)	$\Delta R$ (Eq.3.6)	$\Delta I$ (Eq.3.7)
17 de abril	0.058	0.026	0.029	0.021	0.021
18 de abril	0.037	0.035	0.036	0.034	0.031
19 de abril	0.057	0.037	0.048	0.051	0.052
10 de maio	0.057	0.020	0.026	0.027	0.030

Tabela 3.3: Coeficientes da transformação para o sistema padrão, para as noites de 17, 18 e 19 de abril, e para a noite de 10 de maio de 2009.

Noite	$\alpha_0$	$\alpha_1$	$\beta_0$	$\beta_1$	$\gamma_0$	$\gamma_1$
17 de abril	-18.358	-0.148	-20.050	-0.109	-20.293	0.056
18 de abril	-18.723	-0.059	-20.023	-0.079	-20.280	0.080
19 de abril	-18.670	-0.120	-20.099	-0.060	-20.284	0.107
10 de maio	-19.297	-0.060	-20.639	-0.084	-20.602	0.047

Noite	$\delta_0$	$\delta_1$	$\epsilon_0$	$\epsilon_1$
17 de abril	-20.395	0.144	-20.088	-0.240
18 de abril	-20.350	-0.066	-20.164	-0.088
19 de abril	-20.363	-0.040	-20.100	-0.087
10 de maio	-20.726	0.059	-20.427	-0.030

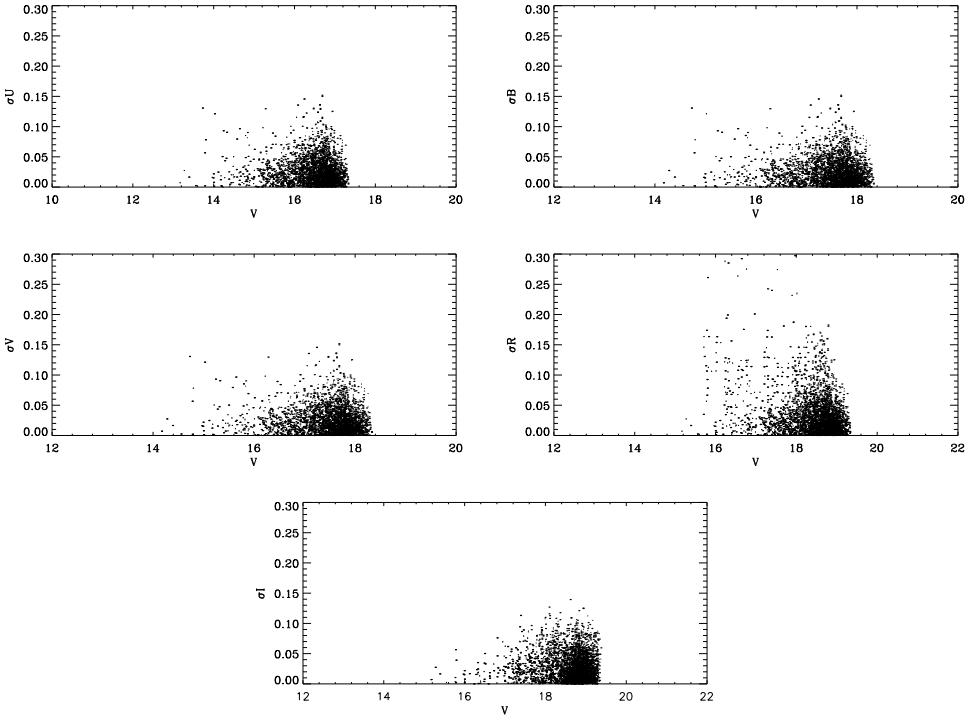


Figura 3.9: Erros estatísticos típicos associados às magnitudes instrumentais, determinados a partir das medidas do campo na região do aglomerado ESO 275-01, observado 9 vezes na noite de 10 de maio.

medidas para um mesmo campo. A última componente são os resíduos das transformações ao sistema padrão.

Os erros estatísticos típicos para as magnitudes instrumentais foram determinados a partir dos dados da noite de 10 de maio, em que o campo na região do aglomerado ESO 275-01 foi observado 9 vezes. Para cada estrela do campo foram obtidos média e desvio padrão do conjunto de medidas, sendo que o desvio padrão representa a incerteza associada a uma medida individual. A Figura 3.9 mostra a distribuição dos erros estatísticos, em cada banda, em função da magnitude V, e a Tabela 3.4 apresenta os valores típicos para os erros, para alguns intervalos da magnitude V. Quando comparados aos erros estatísticos, os erros residuais do *AutoStarfinder* são desprezíveis e por isso não serão considerados no cálculo do erro fotométrico final.

Tabela 3.4: Precisão típica para uma medida fotométrica individual

V	$\sigma_U$	$\sigma_B$	$\sigma_V$	$\sigma_R$	$\sigma_I$
$\leq 14$	0.028	0.015	0.013	0.012	0.011
14 – 16	0.045	0.032	0.028	0.026	0.018
16 – 18	0.054	0.043	0.036	0.030	0.031
$> 18$	–	0.048	0.050	0.053	0.049

Tabela 3.5: Valores típicos para os erros fotométricos finais.

V	$\sigma_U$	$\sigma_B$	$\sigma_V$	$\sigma_R$	$\sigma_I$
$\leq 14$	0.061	0.045	0.038	0.029	0.024
14 – 16	0.070	0.050	0.043	0.044	0.031
16 – 18	0.082	0.059	0.052	0.048	0.039
$> 18$		0.070	0.059	0.058	0.053

A Tabela 3.5 apresenta os valores para o erro final, que foi obtido através da soma do quadrado dos erros residuais da Tabela 3.2 e do quadrado dos erros estatísticos. Os valores nessa tabela devem ser considerados como valores limites para os erros. Uma vez que apenas uma exposição foi feita, em cada banda, para o campo do aglomerado ESO 275-01, a análise dos erros foi feita a partir dos dados de imagens com pouco tempo de exposição, levando, dessa forma, a valores superestimados para os erros totais.

## 3.2 Determinação de parâmetros físicos

### 3.2.1 Excesso de cor

A matéria presente no meio interestelar absorve a luz de maneira seletiva, sendo que essa absorção é mais eficiente para comprimentos de onda menores. A esse fenômeno dá-se o nome de *extinção interestelar* e é medida, normalmente, pelo *excesso de cor* (uma discussão detalhada sobre o assunto pode ser encontrada em Mathis (1990)).

O excesso de cor na direção de um campo pode ser determinado através do diagrama cor-cor, através do método do ajuste à sequencia principal, ao qual nos referiremos de agora em diante pelo seu acrônimo em inglês MSF (de *Main Sequence Fitting*). Basicamente, o método consiste em ajustar a sequência principal do aglomerado à sequência principal de idade zero, que é um conjunto de estrelas cujas propriedades físicas foram determinadas previamente. O ajuste é feito em um diagrama cor-cor, adotando-se arbitrariamente diferentes valores para o excesso de cor, até que os dados sejam ajustados apropriadamente.

Nossa experiência com o método demonstrou que o excesso de cor pode ser determinado com mais precisão a partir do diagrama  $(U - B) \times (B - V)$ , ao invés de qualquer outro diagrama cor-cor. Isso se deve ao aspecto da distribuição dos pontos nesses diagramas. Ao passo que, no diagrama  $(U - B) \times (B - V)$ , os pontos descrevem uma curva sinuosa, nos demais diagramas eles se distribuem de maneira linear e paralela a sequência principal de idade zero. Sendo assim, optamos por aplicar o MSF no diagrama  $(U - B) \times (B - V)$  e a sequência principal de idade zero utilizada é a de Schmidt-Kaler (1982), a qual nos referiremos por ZAMS (do inglês *Zero Age Main Sequence*).

Para tornar claro o método empregado, uma descrição geral será apresentada aqui. Para isso, consideraremos os dados do ESO 275-01, que foi observado na noite de 10 de maio.

O excesso de cor  $E(B - V)$  de uma estrela é definido pela Equação 3.8, onde  $(B - V)$  é a cor observada e  $(B - V)_0$  é a cor intrínseca da estrela.

$$E(B - V) = (B - V) - (B - V)_0 \quad (3.8)$$

Como a extinção interestelar absorve e espalha os comprimentos de onda menores com mais eficiência, o brilho medido na banda  $B$  encontra-se mais enfraquecido que o brilho medido na banda  $V$ . Na prática, a estrela aparenta ser mais vermelha do que realmente é, de modo que o valor medido de  $(B - V)$  é sempre maior que o valor intrínseco. Portanto o excesso de cor  $E(B - V)$

só pode ser positivo.

De modo similar, o excesso de cor  $E(U - B)$  é dado pela Equação 3.9.

$$E(U - B) = (U - B) - (U - B)_0 \quad (3.9)$$

Conhecendo-se os valores de  $E(B - V)$  e  $E(U - B)$  pode-se obter  $(U - B)$  e  $(B - V)$  para a ZAMS através das Equações 3.8 e 3.9, que representam os valores que seriam medidos caso ela apresentasse aquele excesso de cor. Porém, os valores de  $E(B - V)$  e  $E(U - B)$  estão relacionados de acordo com a Equação 3.10, de modo que basta que um parâmetro seja conhecido e o outro fica imediatamente determinado.

$$\frac{E(U - B)}{E(B - V)} = 0.72 \quad (3.10)$$

Essa equação é conhecida como *lei da extinção*. Embora ela apresente variações para diferentes direções na Galáxia (Turner 1994; Mathis 1990), o valor 0.72 foi determinado para a maioria das longitudes galácticas (Moitinho 2001, 1999; Turner 1989), e por isso foi adotado.

A Figura 3.10 mostra o diagrama cor-cor para o aglomerado ESO 275-01. Nesse diagrama estão os dados observados, representados por pontos, a ZAMS sem excesso de cor (linha tracejada) e a ZAMS corrigida para um excesso de cor  $E(B - V)$  igual a 0.42 magnitudes.

Na prática deve-se escolher diversos valores para  $E(B - V)$  e obter  $(U - B)$  e  $(B - V)$  através das Equações 3.8 a 3.10, para a ZAMS, de maneira iterativa, até que se obtenha um ajuste satisfatório. É possível notar pela Figura 3.10 que os pontos se distribuem razoavelmente bem ao longo da ZAMS considerando  $E(B - V)$  igual a 0.42 mag e, portanto, esse é o valor para o excesso de cor.

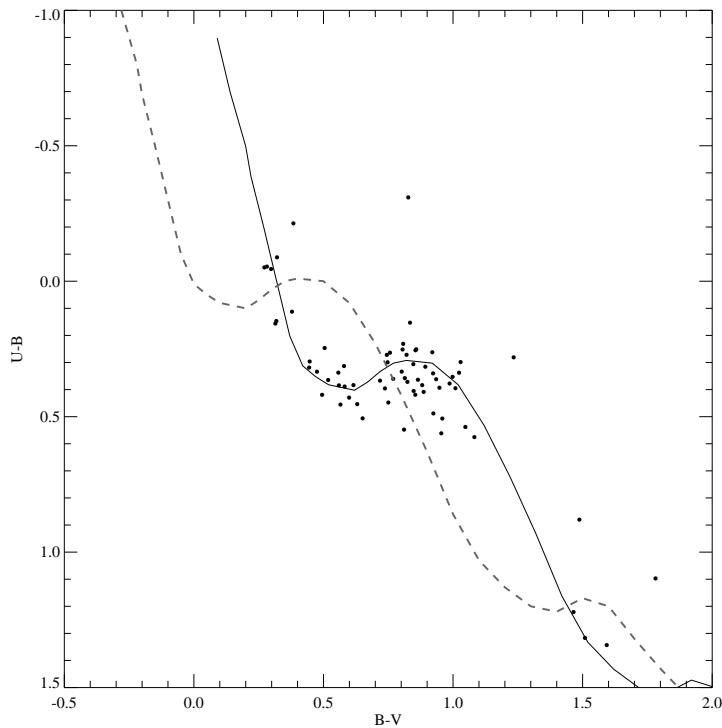


Figura 3.10: Diagrama  $(U - B) \times (B - V)$  para os dados do campo do aglomerado ESO 275-01, observado em 10 de maio. A linha tracejada representa a ZAMS sem excesso de cor e a linha contínua é a ZAMS corrigida para um excesso de cor igual a 0.42 magnitudes.

### 3.2.2 Distâncias

As distâncias são determinadas de modo muito semelhante ao modo como foi determinado o excesso de cor, utilizando ainda o MSF. Porém, dessa vez utiliza-se o diagrama cor-magnitude, sendo que o mais comum na literatura é utilizar o diagrama  $V \times (B - V)$ . Nesse trabalho, além desse diagrama, vários outros foram considerados simultaneamente na determinação das distâncias e serão apresentados posteriormente.

A Figura 3.11 mostra o diagrama cor-magnitude para o ESO 275-01. No diagrama à esquerda estão os dados do aglomerado e os dados da ZAMS foram representados levando em consideração diferentes valores para

a distância. Supondo que  $d$  seja a distância em questão, então as magnitudes corrigidas  $M$  são fornecidas pela Equação 3.11.

$$M = M_0 + 5 \log d - 5 + 3.1 E(B - V) \quad (3.11)$$

Nota-se por essa equação que as magnitudes medidas dependem do excesso de cor  $E(B - V)$ , que foi determinado anteriormente e possuem uma relação logarítmica com a distância em questão.

Diversos valores para o parâmetro  $d$  são testados de maneira iterativa até que as magnitudes medidas  $M$  sejam tais que a ZAMS se ajusta bem aos dados observados. Pode-se perceber pelo diagrama à direita, na Figura 3.11, que os pontos se ajustam bem a ZAMS quando essa é corrigida para uma distância de 1670 pc e, portanto, essa deve ser a distância do objeto. Percebe-se também que o ajuste é feito de modo que a ZAMS contorne a sequência principal do aglomerado por baixo, considerando assim, possíveis efeitos de estrelas binárias. Há um aspecto de interesse e que se refere à dispersão dos pontos nesse diagrama. A região mais brilhante ( $V < 15$ ) apresenta uma sequência mais bem definida e, em um certo ponto, as estrelas se afastam da ZAMS. Essa região é conhecida por *turn-off*. Para valores de  $V$  maiores que 15 magnitudes observa-se que os pontos estão mais espalhados, embora no caso do aglomerado ESO 275-01 esse espalhamento não seja tão pronunciado. Essa dispersão deve-se, entre outras coisas, à presença de estrelas contaminantes, que são estrelas que não pertencem ao aglomerado, mas podem ser detectadas ao longo da linha de visada. Outros fatores como a precisão das medidas fotométricas para este intervalo de magnitudes também contribuem para o espalhamento nessa região.

### 3.2.3 Idades

A determinação da idade de um aglomerado aberto pode ser feita com base em suas características evolutivas. Para uma discussão completa à respeito dos mecanismos de evolução estelar recomenda-se a leitura de Collins (1989).

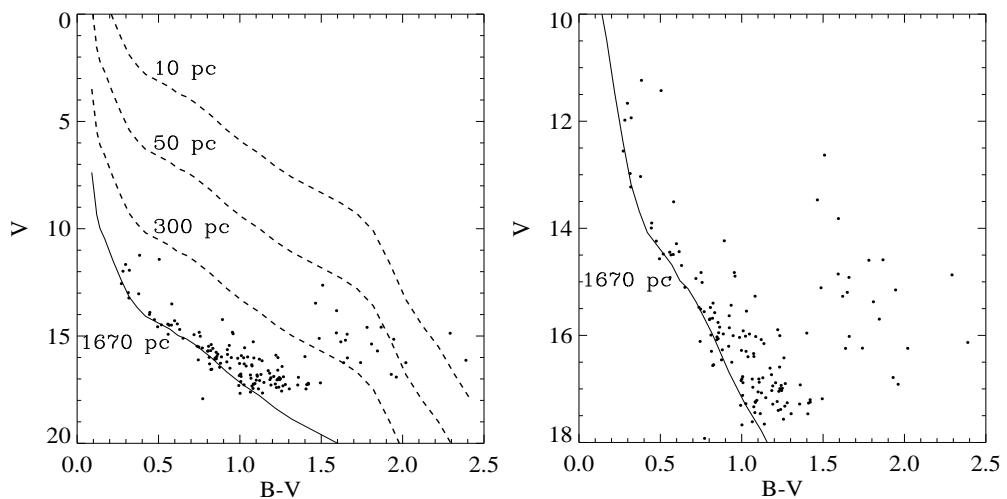


Figura 3.11: Diagrama cor-magnitude para o ESO 275-01. À esquerda: os dados do aglomerado são representados por pontos. As linhas tracejadas representam a ZAMS com os valores da magnitude V corrigidos para diferentes distâncias, indicadas no diagrama. A linha contínua representa a ZAMS para uma distância de 1670 pc, considerado o melhor ajuste. À direita: o mesmo diagrama foi feito com uma escala diferente para mostrar a qualidade do ajuste. Apenas a ZAMS corrigida para uma distância de 1670 pc foi representada no diagrama por uma linha contínua.

Grosso modo, após a contração e provável fragmentação de uma nuvem de matéria no meio interestelar, tem-se um aglomerado de estrelas, ou, para ser mais exato, um aglomerado de proto-estrelas. Cada proto-estrela continua a contrair-se até que se iniciem as reações nucleares em seu interior, quando ela se torna uma estrela propriamente dita. O tempo para que isso ocorra depende da sua massa inicial. Estrelas muito massivas, com massa superior a 10 massas solares ( $10M_{\odot}$ ), por exemplo, podem levar dezenas ou centenas de milhares de anos até atingirem as condições favoráveis ao processamento das reações nucleares. Estrelas de baixa massa ( $< 0.8M_{\odot}$ ), por outro lado, podem levar centenas de milhões de anos até que isso aconteça. Ou ainda, se a massa da estrela for menor que  $0.08M_{\odot}$ , ela nunca processará reações nucleares no seu interior, se tornando uma anã marron. Quando as reações nucleares se iniciam a estrela passa a consumir o hidrogênio de seu núcleo. Nessa fase a estrela encontra-se no que chamamos de *sequência principal*.

O tempo que a estrela permanece na *sequencia principal* também depende de sua massa. Estrelas mais massivas exercem uma pressão maior sobre o caroço central, efeito da força gravitacional sobre suas camadas externas. No núcleo comprimido as reações nucleares são processadas com maior intensidade devido à sensibilidade da produção de energia à temperatura do núcleo. Portanto, o combustível dessas estrelas se esgota mais cedo do que em estrelas de baixa massa, ainda que a quantidade de hidrogênio disponível inicialmente seja maior. Quando o hidrogênio se esgota a estrela deixa a *sequência principal* e as fases posteriores da sua evolução dependem criticamente da sua massa. As etapas que seguem não serão discutidas aqui.

Teoricamente, se não existissem erros fotométricos envolvidos e todas as estrelas contaminantes pudessem ser removidas, as estrelas de um aglomerado aberto estariam distribuídas em uma sequência bem definida. A forma dessa sequência define uma *isócrona* e depende da idade do aglomerado. Como não é possível eliminar totalmente os erros envolvidos e é praticamente impossível identificar todas as estrelas intrusas no campo, a forma mais viável de determinar uma isócrona é através de modelos teóricos. Nesse trabalho foram utilizadas as isócronas teóricas fornecidas por Girardi et al. (2000),

com metalicidade igual a metalicidade solar e para estrelas com massas entre  $0.15M_{\odot}$  e  $7M_{\odot}$ . Na Figura 3.12 foram representadas várias dessas isócronas, para diferentes idades de um aglomerado.

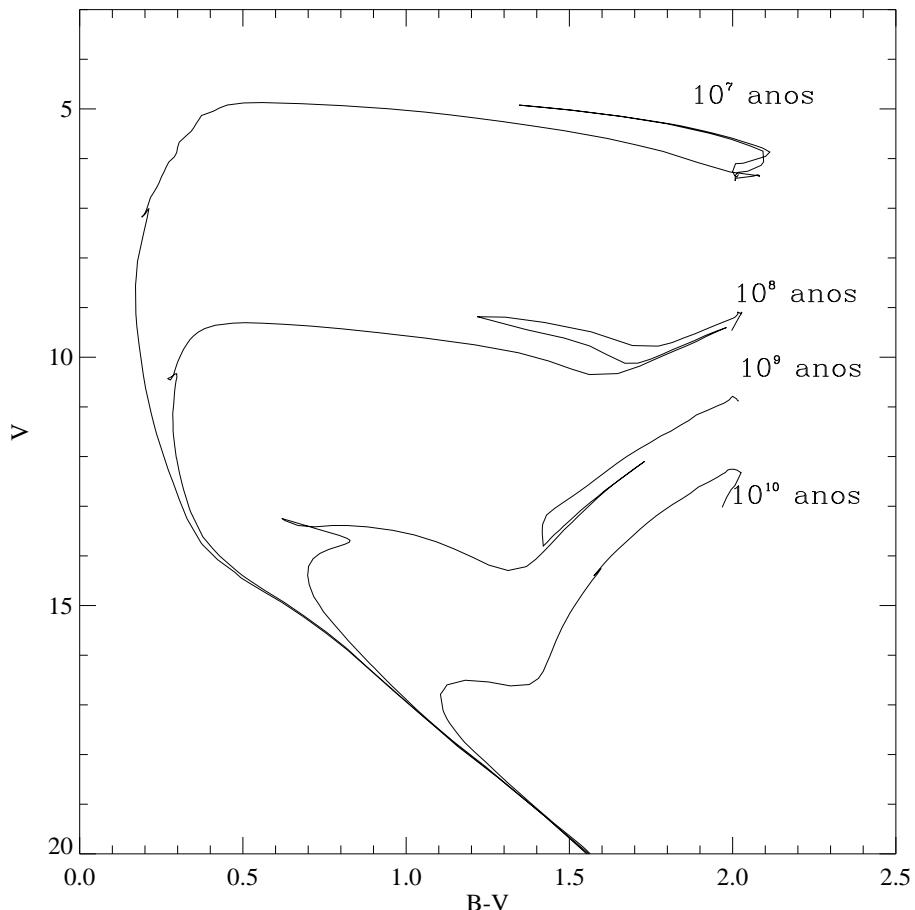


Figura 3.12: Isócronas para diferentes idades de um aglomerado.

A idade é, portanto, determinada pela isócrone que melhor se ajusta aos dados observados. Vale lembrar que os dados da isócrone devem ser corrigidos do excesso de cor e da distância determinados anteriormente para o aglomerado. A Figura 3.13 mostra o ajuste obtido para o ESO 275-01, que corresponde aproximadamente a 178 milhões de anos. Usualmente a idade é expressa em termos logarítmicos e, sendo assim, a idade  $t$  do aglomerado ESO 275-01 é dada por  $\log t = 8.25$  anos.

### 3.2.4 Movimentos próprios

Não é rigorosamente verdade que as estrelas encontram-se fixas na Esfera Celeste, e sim, possuem movimentos muito discretos, que só podem ser medidos ao longo de grandes intervalos de tempo. O *movimento próprio* de uma estrela mede a velocidade com que ela se desloca na Esfera Celeste e é usualmente expressa em milisegundos de arco por ano ( $\text{msa ano}^{-1}$ ).

Os movimentos próprios utilizados nesse trabalho foram obtidos a partir do UCAC3 (Zacharias et al. 2009), tendo sido determinados com base em medidas de posição fornecidas por vários catálogos astrométricos, como Tycho 2 (Hog et al. 2000a, 2000b), o Hipparcos (Perryman et al. 1997), o SPM (Platais et al. 1998a), entre outros. As informações cinemáticas foram empregadas em dois momentos distintos da análise: como subsídio à identificação de aglomerados abertos nos casos considerados duvidosos pela inspeção de imagens do DSS (Dias et al. 2002) e na determinação do movimento próprio médio dos aglomerados abertos.

#### Identificação de aglomerados abertos a partir da análise do *Vector Proper Motion Diagram* (VPD)

Para alguns campos da Tabela 2.1 não se tem absoluta certeza sobre a existência de um aglomerado aberto em sua direção. Ainda que a região central do campo possua uma densidade de estrelas maior com relação às regiões circunvizinhas, isso não pode ser considerado um argumento conclusivo, visto que esse efeito pode ser provocado também pela superposição de estrelas ao longo da linha de visada. Para esses casos os diagramas cor-cor e cor-magnitude não exibem claramente a sequência principal e, portanto, a análise requer que se comprove a existência do aglomerado na direção do campo antes de proceder ao MSF.

A técnica utilizada é a mesma que foi empregada por Carraro et al. (2005) no estudo de possíveis remanescentes de aglomerados abertos, segundo a qual, uma primeira condição para a existência de um aglomerado aberto no

campo em questão, é que o campo possua uma densidade de estrelas superior àquela da suas adjacências. Contudo, apenas se essas estrelas possuirem movimento próprio comum e exibirem características distintas no diagrama cor-magnitude, é que se pode concluir que elas formam um sistema físico de fato (Platais et al. 1998b).

A Tabela 3.6 mostra que, de uma forma geral, os objetos estudados encontram-se à pequenas latitudes do plano galáctico. Segundo Bica et al. (2001), isso dificulta a análise dos diagramas devido à grande contaminação pelas componentes do disco. No entanto, observa-se que os casos duvidosos, indicados na tabela, são coincidentemente os casos em que os aglomerados abertos possuem  $|b| > 8^\circ$ , o que representa uma condição favorável.

Tabela 3.6: Coordenadas galácticas dos aglomerados observados

Nome	$l^\circ$	$b^\circ$	diâmetro (')	noite
ESO 137-23*	325.4939	-08.6007	5	17 de abril
ESO 335-05*	352.3843	-11.3338	7	17 de abril
Ruprecht 176	331.9092	-00.2803	3	17 de abril
ESO 065-07*	305.9926	-08.6218	4	18 de abril
ESO 134-12	317.0115	+00.5732	4	18 de abril
ESO 281-24	351.2847	-16.6193	6	18 de abril
ESO 332-20	347.4917	+01.7330	7	18 de abril
Loden 1202	312.3022	+02.8380	7	19 de abril
Ruprecht 133	1.0053	-01.1503	5	19 de abril
Collinder 275	308.2808	+02.2222	11	10 de maio
ESO 275-01	333.0241	+05.8530	6	10 de maio
Ruprecht 112	316.8288	-03.1114	10	10 de maio
Ruprecht 117	332.4911	-01.6228	10	10 de maio
Ruprecht 170	21.0505	+01.1999	8	10 de maio
Trumpler 25	349.1563	-01.7739	8	10 de maio

\*Objetos considerados duvidosos pela inspeção de imagens do DSS (Dias et al. 2002)

As informações cinemáticas e fotométricas foram fornecidas pelo UCAC3 e a análise é feita a partir dos diagramas de movimento próprio (VPD) e do

diagrama cor-magnitude (CMD). A Figura 3.14 mostra esses diagramas para o caso do aglomerado ESO 137-23, para efeito de ilustração.

Em todos os casos foram obtidos os diagramas para um campo com  $20' \times 20'$ , na região do aglomerado, e para um campo com as mesmas dimensões em uma região próxima a ele, denominada *campo de controle*. Como não se conhece, à princípio, o movimento próprio do aglomerado, os VPDs foram construídos com os dados das estrelas que possuem movimentos próprios entre  $\bar{\mu}_{\alpha,\delta} \pm 8 \text{ msa ano}^{-1}$ , em que  $\bar{\mu}_{\alpha,\delta}$  é a moda para os movimentos próprios em  $\alpha$  e  $\delta$ , respectivamente. Os dados fotométricos dessas mesmas estrelas foram empregados na construção dos CMDs.

### Determinação do movimento próprio médio do aglomerado

Com os movimentos próprios fornecidos pelo UCAC3, é possível identificar as estrelas do aglomerado, com certa probabilidade, apenas baseando-se no fato de que essas estrelas possuem velocidades espaciais similares.

Segundo Dias et al. (2001), os movimentos próprios das estrelas de campo apresentam uma dispersão maior que aquela apresentada pela distribuição dos movimentos próprios das estrelas do aglomerado. Esse efeito é resultado da combinação de diversos fatores como a rotação diferencial da Galáxia, erros observacionais e movimentos peculiares, ao passo que a dispersão dos movimentos próprios das estrelas do aglomerado ocorrem praticamente devido aos erros observacionais apenas. Quando os movimentos próprios apresentam uma distribuição bimodal, pode-se aplicar eficientemente o método estatístico proposto por Zhao & He (1990), para determinação do movimento próprio do aglomerado. Recomenda-se a leitura de Dias et al. (2006), em que se apresentam os resultados obtidos através desse método, a partir dos dados fornecidos pelo UCAC2 (Zacharias et al. 2001), para centenas de aglomerados.

Um outro método para essa determinação baseia-se na seleção de membros fotométricos do aglomerado. Uma vez que o MSF foi feito, a isócrona ajustada representa a distribuição teórica para as estrelas do aglomerado.

Evidentemente, essas estrelas não se ajustam perfeitamente à isócrona devido aos erros observacionais, à contaminação, aos erros teóricos, entre outros. No entanto, espera-se que as estrelas mais próximas da isócrona possuam uma probabilidade maior de pertencerem ao aglomerado. Diz-se que essas estrelas são *membros fotométricos* do aglomerado.

Os membros fotométricos são selecionados e a média dos movimentos próprios individuais é considerada o melhor valor para o movimento próprio médio do aglomerado. Para melhorar a qualidade do resultado eliminam-se os valores discrepantes, distantes da média mais que 3 vezes o desvio padrão da distribuição.

Nesse trabalho foi aplicado o método *fotométrico* para a determinação dos movimentos próprios. Em alguns casos o método *estatístico* foi preferível por causa das características peculiares do objeto em questão. Cada caso é comentado adequadamente e a escolha do método é devidamente justificada no texto.

### 3.2.5 Determinação dos erros

Os erros são determinados de acordo com a teoria de propagação de erros padrão, seguindo todos os passos detalhados por Phelps & Janes (1994). O procedimento é descrito em detalhes, a seguir.

O erro total  $\sigma_{E(B-V)}$  na medida do excesso de cor será composto:

- a) Pelas incertezas nos índices de cor intrínsecos da ZAMS,
- b) Pelas incertezas nos índices de cor do aglomerado,
- c) Pela incerteza do ajuste.

E é dado pela Equação 3.12.

$$\sigma_{E(B-V)}^2 = \sigma_{(U-B)_0}^2 + \sigma_{(B-V)_0}^2 + \sigma_{(U-B)}^2 + \sigma_{(B-V)}^2 + \sigma_{ajuste}^2 \quad (3.12)$$

Em que  $\sigma_{(U-B)_0}$  e  $\sigma_{(B-V)_0}$  são as incertezas nos índices de cor das ZAMS,  $\sigma_{(U-B)}$  e  $\sigma_{(B-V)}$  são as incertezas nos índices de cor do aglomerado e  $\sigma_{ajuste}$  é a incerteza no ajuste, para a qual adotamos 0.03 mag.

Schmidt-Kaler (1982) estimou que as incertezas  $\sigma_{(U-B)_0}$  e  $\sigma_{(B-V)_0}$  valem, respectivamente, 0.04 e 0.03 mag. Para as nossas medidas essas incertezas dependem do intervalo da magnitude V, como mostra a Tabela 3.5. Considerando que o MSF atribui um peso maior às estrelas mais brilhantes, às estrelas do *turn-off* e às gigantes vermelhas; e que essas estrelas possuem magnitude  $V < 16$  (para os nossos dados), os erros  $\sigma_{(U-B)}$  e  $\sigma_{(B-V)}$  valem, respectivamente, 0.08 e 0.06 mag. Esses são limites superiores para os erros, pois são os valores máximos para as incertezas nas medidas de  $V$  até magnitude 16 e alguns fatores que contribuem para o erro na magnitude podem se cancelar, ao invés de aumentar a incerteza no índice de cor. Dessa forma, o limite superior para a incerteza no excesso de cor é 0.12 mag.

A incerteza na distância pode ser estimada propagando-se o erro na Equação 3.11, de acordo com a Equação 3.13.

$$\begin{aligned}
 \sigma_d^2 &= \sigma_{(m-M)_0} \frac{\partial}{\partial[(m-M)_0]} 10^{[(m-M)_0]+5/5} \\
 \sigma_d^2 &= \sigma_{(m-M)_0} \frac{\partial}{\partial[(m-M)_0]} \ln 10 e^{\frac{(m-M)_0+5}{5} \ln 10} \\
 \sigma_d^2 &= \sigma_{(m-M)_0} \frac{\ln 10}{5} 10^{\frac{(m-M)_0+5}{5}} \\
 \sigma_d^2 &= \sigma_{(m-M)_0} \frac{\ln 10}{5} d \\
 \sigma_d^2 &= 0,212 d^2 \sigma_{(m-M)_0}^2
 \end{aligned} \tag{3.13}$$

Na equação, o *módulo de distância intrínseco*,  $(m-M)_0$ , é igual ao *módulo de distância observado*,  $(m-M)$ , mais o *avermelhamento*,  $A_v$ , que corresponde ao termo  $3.1E_{(B-V)}$  da Equação 3.11.

Segundo Phelps & Janes (1994), a incerteza do módulo de distância intrínseco é dado pela Equação 3.14, na qual a contribuição da incerteza no excesso de cor está incluída no termo constante.

$$\sigma_{(m-M)_0}^2 = 0.09 + 0.01E_{(B-V)}^2 + \sigma_V^2 \quad (3.14)$$

Nessa equação,  $E_{(B-V)}$  é o excesso de cor e  $\sigma_V$  é a incerteza na magnitude  $V$  observada. Para os nossos dados, essa incerteza vale 0.04 magnitudes, de forma que o termo  $\sigma_V^2$  se torna insignificante. Portanto, a expressão final para a incerteza na distância é dada pela Equação 3.15.

$$\sigma_d^2 = 0,212 d^2 [0.09 + 0.01E_{(B-V)}^2] \quad (3.15)$$

O resultado fornecido por essa equação deve ser considerado, também, como o limite superior para a incerteza na distância, visto que o valor máximo para o erro no excesso de cor foi utilizado para obtenção dessa equação.

Por último, a incerteza no movimento próprio médio do aglomerado é determinada a partir do desvio padrão da distribuição dos movimentos próprios. O erro final é a razão entre o desvio padrão da distribuição e a raiz do número de elementos em questão.

### 3.2.6 Alguns comentários

A necessidade de iterar o ajuste da ZAMS e da isócrona nos diagramas cor-cor e cor-magnitude torna o procedimento do MSF uma prática exaustiva, ainda mais quando se tem um volume muito grande de dados a serem analisados. Por esse motivo nosso grupo construiu um programa em IDL que visa agilizar a aplicação do método, o *Main Sequence Fitting Program*, ao qual nos referiremos pelo seu acrônimo em inglês MSFP. Uma descrição detalhada das funcionalidades desse programa é apresentada no Apêndice B.

O MSFP é um ambiente gráfico em que os diagramas cor-cor e cor-magnitude podem ser exibidos da maneira que o usuário desejar. Pode-se visualizar diversos diagramas simultaneamente, ou cada um, separadamente. O programa contém os dados das isócronas de Girardi et al. (2000) e da ZAMS de Schmidt-Kaler (1982), e o procedimento do MSF é feito de ma-

neira muito prática e rápida, através de comandos definidos por teclas de atalho.

O programa permite que o usuário interaja com a interface para selecionar, no próprio diagrama, os membros fotométricos. Com base nessa seleção ele determina o movimento próprio médio do aglomerado. Os erros são calculados automaticamente, do modo como foi descrito na Seção 3.2.5, e os resultados são registrados em um arquivo.

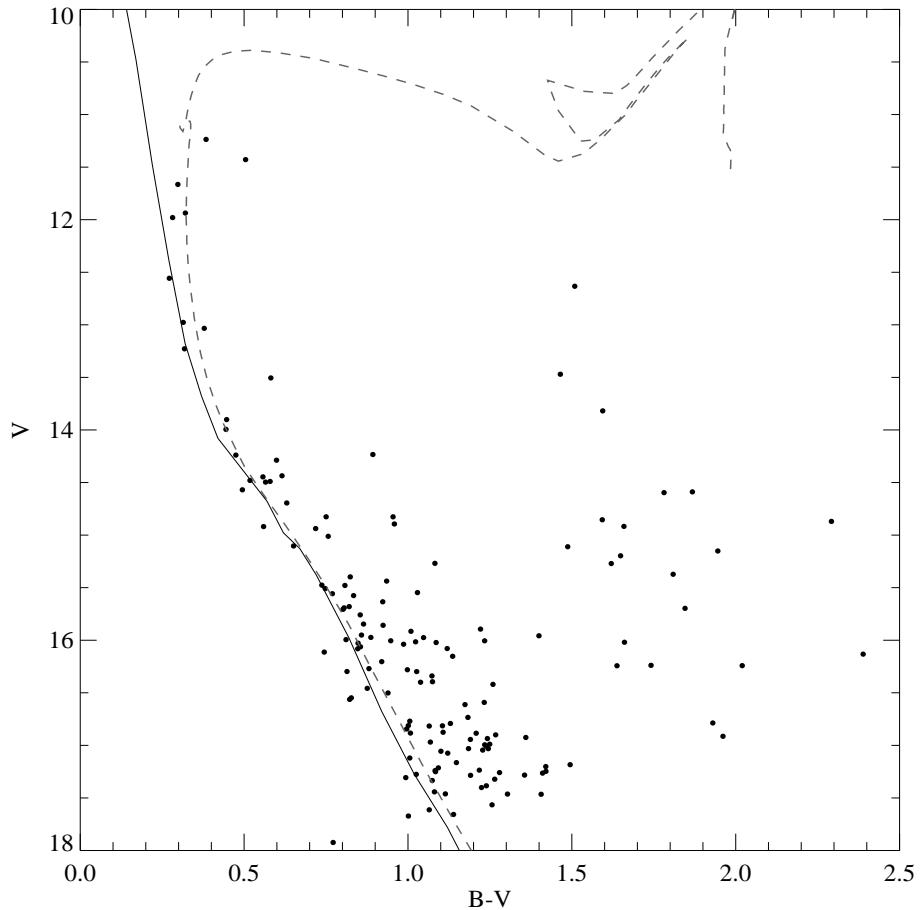


Figura 3.13: Diagrama cor-magnitude para o campo do aglomerado ESO 275-01. A linha contínua representa a ZAMS corrigida para  $E(B - V)$  igual a 0.42 magnitudes e para uma distância igual a 1670 pc. A isócrona que está representada pela linha tracejada também foi corrigida, e corresponde a uma idade de aproximadamente 178 milhões de anos.

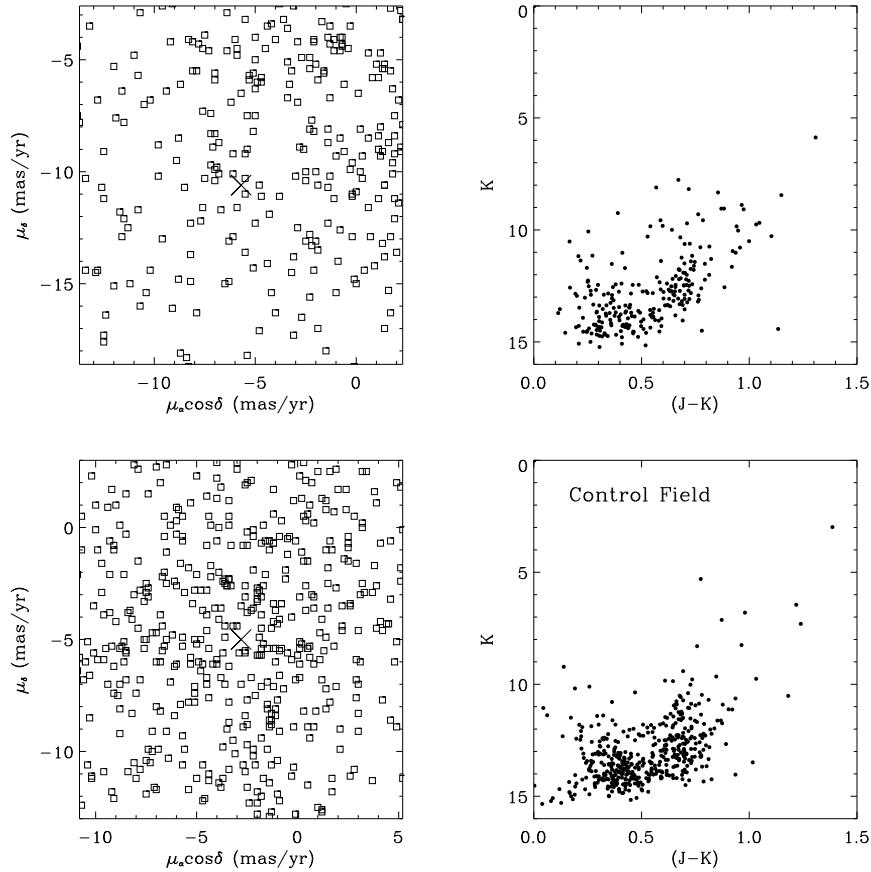


Figura 3.14: Identificação de aglomerados abertos a partir da análise do VPD e do CMD. Os dados cinemáticos e fotométricos em JHKs foram fornecidos pelo UCAC3. *Diagrama superior à esquerda:* Diagrama de movimentos próprios (VPD) para um campo de  $20' \times 20'$  na região do aglomerado aberto ESO 137-23, obtido a partir dos dados de estrelas com movimentos próprios entre  $\bar{\mu}_{\alpha,\delta} \pm 8 \text{ mas ano}^{-1}$ , em que  $\bar{\mu}_{\alpha,\delta}$  é a moda para os movimentos próprios em  $\alpha$  e  $\delta$ , respectivamente. *Diagrama superior à direita:* Diagrama cor-magnitude (CMD) obtido a partir dos dados das estrelas no VPD, para o campo do aglomerado. *Diagrama inferior à esquerda:* O mesmo que o diagrama superior à esquerda, porém, para o campo de controle. *Diagrama inferior à direita:* O mesmo que o diagrama superior à direita, porém, para o campo de controle.

# Capítulo 4

## Resultados

Nesta seção são apresentados os resultados da análise feita para os 15 aglomerados da Tabela 2.1, segundo os procedimentos descritos na Seção 3.2. Um sumário é apresentado na Tabela 4.1.

### 4.1 Collinder 275

Os diagramas fotométricos para o campo na região do aglomerado Collinder 275 são mostrados na Figura 4.2, e o mapa do campo é mostrado na Figura 4.1.

Para identificar (mas não eliminar da análise) uma fração das estrelas de campo, a imagem foi recortada de acordo com o diâmetro aparente  $D$  do aglomerado e suas coordenadas centrais, obtidas a partir do catálogo DAML02. A região do aglomerado que corresponde a área recortada da imagem é indicada na Figura 4.1 por um círculo. As estrelas nessa região estão representadas por círculos pretos (preenchidos) nos diagramas da Figura 4.2.

O diagrama cor-cor, ao qual nos referiremos por TCD (do acrônimo de *Two Color Diagram*), não mostra sinais de avermelhamento diferencial e nenhuma sequência de estrelas binárias pôde ser detectada, embora o espalhamento observado nos diagramas cor-magnitude (CMDs) possa ser devido à presença de estrelas binárias ou simplesmente devido ao efeito do aver-

Tabela 4.1: Os parâmetros fundamentais e cinemáticos, obtidos de acordo com o método descrito na Seção 3.2, são apresentados para cada objeto. O diâmetro aparente foi fornecido pelo catálogo DAML02. As incertezas de cada parâmetro são apresentadas, exceto para a idade do aglomerado.

Objeto	diam ( $\text{''}$ )	$E(B - V)$ mag	$\sigma$ mag	Distância pc	$\sigma$ pc	Idade( $\log t$ ) ano	$\mu_\alpha \cos \delta$ msa ano $^{-1}$	$\sigma$ msa ano $^{-1}$	$\mu_\delta$ msa ano $^{-1}$	$\sigma$ msa ano $^{-1}$
Collinder 275	11.0	0.24	0.10	1920	266	8.45	-6.0	1.0	-0.9	1.6
ESO	ESO 275-01	6.0	0.42	0.09	1670	233	8.25	-6.2	0.8	-3.7
	Ruprecht 112	10.0	0.62	0.09	1910	270	9.00	-5.9	1.0	-1.3
	Ruprecht 117	10.0	0.46	0.08	2070	300	8.30	-1.0	3.8	-4.5
	Ruprecht 170*	8.0	0.83	0.07	1980	280	7.55	-0.7	0.5	0.5
	Trumpler 25	8.0	0.65	0.08	1800	254	8.85	-0.1	1.0	-1.6
	ESO 137-23	5.0	-	-	-	-	-	-	-	-
	ESO 335-05	7.0	-	-	-	-	-	-	-	-
	Ruprecht 176	3.0	0.51	0.09	2740	380	8.20	-2.6	0.8	-3.3
	ESO 065-07	4.0	-	-	-	-	-	-	-	-
	ESO 134-12	4.0	0.83	0.09	2340	335	8.35	-6.2	1.1	-0.8
	ESO 281-24	6.0	-	-	-	-	-	-	-	-
	ESO 332-20	7.0	0.69	0.08	2540	360	7.55	-2.1	1.6	-3.5
	Loden 1202*	7.0	0.39	0.10	780	108	8.55	-4.3	0.6	-2.1
	Ruprecht 133	5.0	0.30	0.10	1670	231	8.50	-3.6	2.1	-3.2

\* Os movimentos próprios foram obtidos através do método estatístico proposto por Zhao & He (1900).

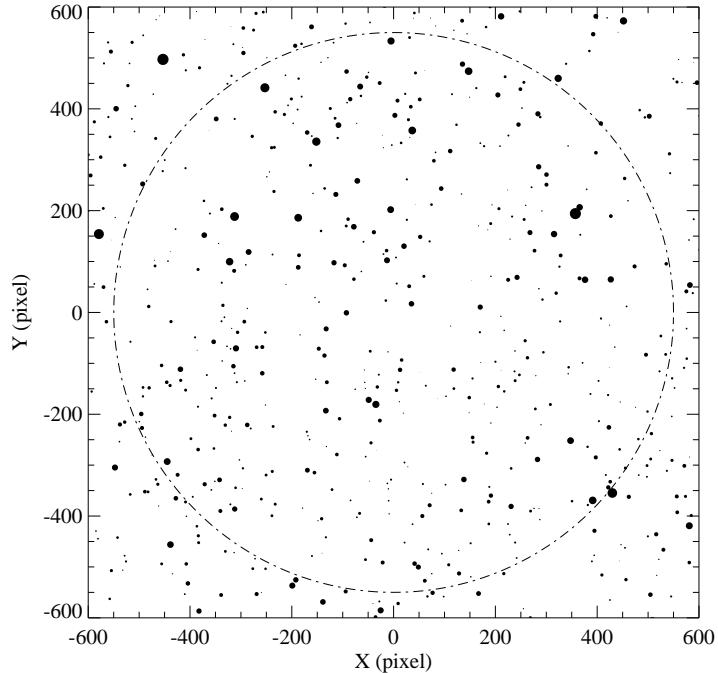


Figura 4.1: Mapa do campo do aglomerado Collinder 275 gerado a partir da lista de estrelas mostradas no CMD. O círculo tracejado indica a região do aglomerado. A escala de placa é igual a 0.600 segundos de arco por pixel. O leste aponta para cima e o norte aponta para a esquerda na figura.

melhamento diferencial. Nada se pode concluir à respeito da presença de estrelas de baixa massa porque a sequência principal não está bem definida, sobretudo na região das estrelas mais fracas.

Através do MSF foi determinado um excesso de cor  $E_{(B-V)} = 0.24$  mag. A distância encontrada é igual a 1920 pc e os dados podem ser ajustados razoavelmente bem por uma isócrona com idade dada por  $\log t = 8.45$  anos ( $\sim 280$  milhões de anos).

É possível notar na Figura 4.2 que a região inferior dos CMDs apresenta um espalhamento considerável, indicando que o campo do aglomerado é bastante contaminado por estrelas de campo. Como consequência, a determinação do movimento próprio médio (MPM) do aglomerado torna-se pouco

confiável. Para resolver esse problema o TCD e os CMDs foram refeitos considerando apenas as estrelas pertencentes a região central do aglomerado, em uma região com diâmetro aparente de  $8'$ . Além disso, foram selecionadas estrelas próximas à região do *turn-off* nos CMDs. Desse modo foram obtidos  $\mu_\alpha \cos \delta = -6.0 \pm 1.0$  msa ano $^{-1}$  e  $\mu_\delta = -0.9 \pm 1.6$  msa ano $^{-1}$  para as componentes do MPM do aglomerado, com base nos movimentos próprios individuais dos membros fotométricos.

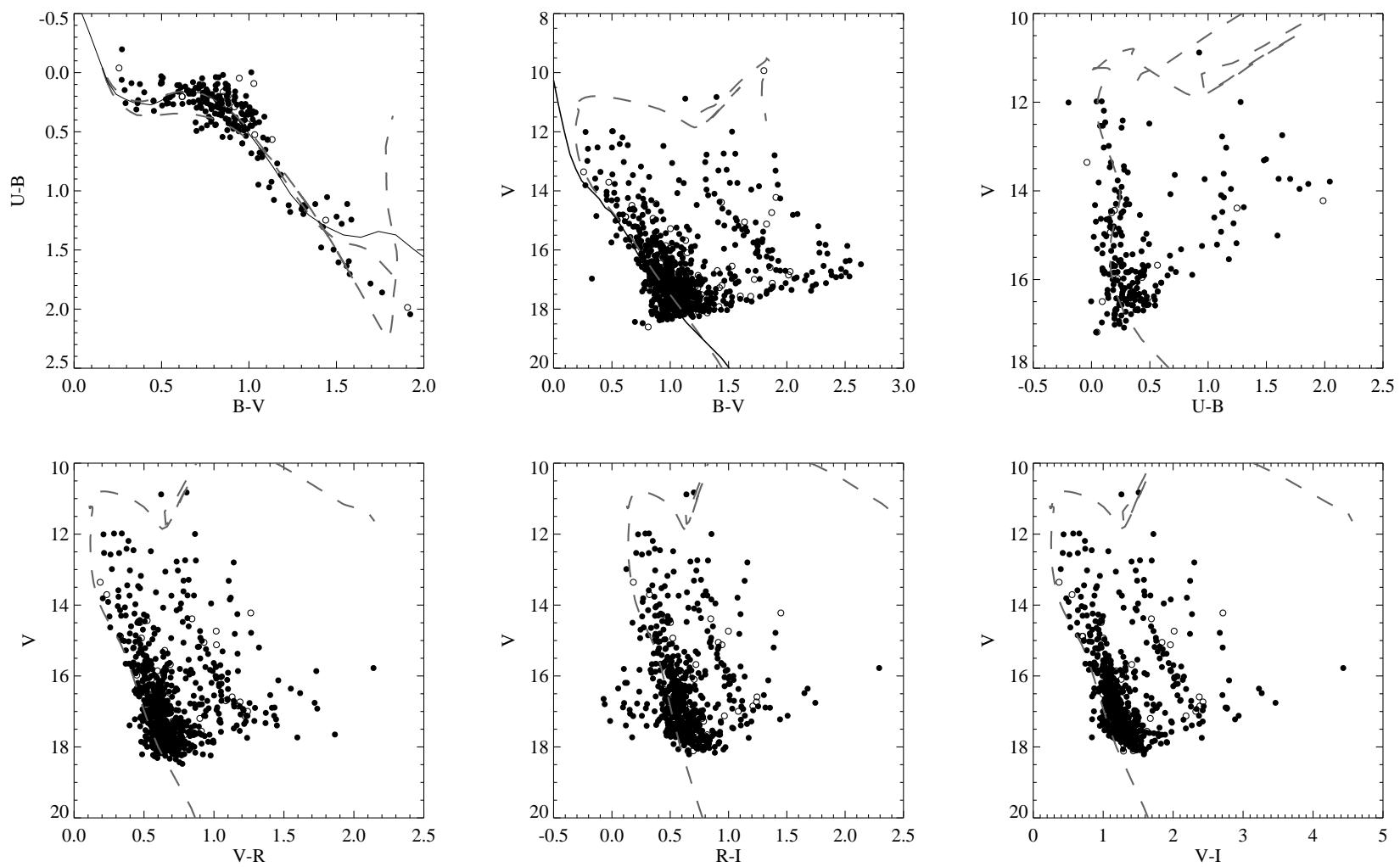


Figura 4.2: Diagramas fotométricos para o aglomerado Collinder 275. Os ajustes correspondem a  $E_{(B-V)} = 0.24$  mag,  $d = 1920$  pc e  $\log t = 8.45$  anos.

## 4.2 ESO 275-01

O aglomerado ESO 275-01 foi observado 9 vezes ao longo da noite de 10 de maio, para a determinação do coeficiente de extinção atmosférica. Para a análise dos diagramas fotométricos foram consideradas as medidas feitas durante a passagem meridiana do objeto. O TCD e os CMDs são mostrados na Figura 4.5 e a Figura 4.3 apresenta o mapa do campo do aglomerado.

O diâmetro aparente do aglomerado é igual a  $6'$ , de acordo com DAML02. Contudo, o *perfil radial de densidade* (RDP), obtido a partir da nossa fotometria na banda V, sugere que um valor maior pode ser adotado. Portanto, foi considerado um valor de  $8'$  para o diâmetro aparente do aglomerado em nossa análise. O RDP do ESO 275-01 é mostrado na Figura 4.4.

A região do aglomerado é indicada na Figura 4.3 por um círculo tracejado. As estrelas nessa região foram representadas por círculos pretos preenchidos nos diagramas da Figura 4.5. Como pode ser visto nessa figura, a sequência principal torna-se bastante visível quando se considera apenas as estrelas na região do aglomerado, principalmente para as magnitudes no intervalo  $11 < V < 16$ .

A região inferior dos CMDs possui um espalhamento menos pronunciado que aquele apresentado, geralmente, pelos outros aglomerados. Uma possível explicação para isso seria que o objeto encontra-se em frente a uma nuvem molecular que estaria bloqueando a luz das estrelas de fundo. Devido à ausência dessas estrelas intrusas pode-se distinguir a sequência principal mesmo na região das estrelas mais fracas, o que revela um número significativo de estrelas de baixa massa no aglomerado ESO 275-01. Nenhuma sequência de estrelas binárias foi encontrada e o TCD não apresenta sinais de avermelhamento diferencial.

O excesso de cor obtido foi  $E_{(B-V)} = 0.42$  mag e a distância é igual a 1670 pc. Há uma pequena dispersão na parte superior da sequência principal nos CMDs, de modo que uma única isócrona não pode ser ajustada aos dados. O aglomerado pode ser ajustado satisfatoriamente se assumirmos

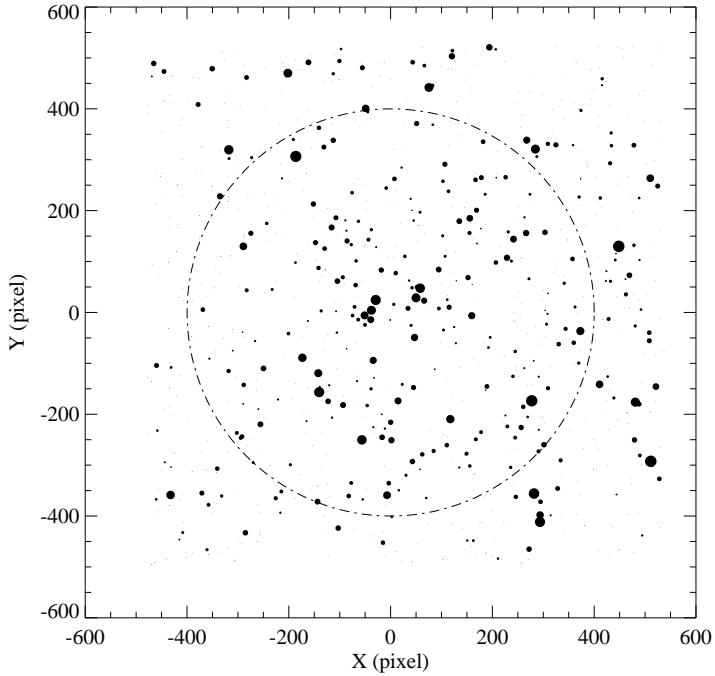


Figura 4.3: Mapa do campo do aglomerado ESO 275-01. O círculo tracejado indica a região do aglomerado. A escala de placa é 0.600 segundos de arco por pixel, o leste aponta para cima e o norte aponta para a esquerda na figura.

um espalhamento de  $\sim 46$  milhões de anos na formação das estrelas do aglomerado, com algumas estrelas tendo sido formadas há  $\sim 178$  milhões de anos.

O MPM foi determinado a partir dos movimentos próprios dos membros fotométricos, cuja seleção é bastante confiável no caso do ESO 275-01. Foram encontrados  $\mu_\alpha \cos \delta = -6.2 \pm 0.8$  msa ano $^{-1}$  e  $\mu_\delta = -3.6 \pm 0.7$  msa ano $^{-1}$  para as componentes do MPM.

O aglomerado foi analisado anteriormente por Caetano (2007a) que obteve  $E_{(B-V)} = 0.39 \pm 0.09$  mag,  $d = 1850 \pm 256$  pc e  $\log t = 8.25$  anos. O método utilizado pelo autor para determinação dos parâmetros fundamentais foi exatamente o mesmo, com os mesmos dados para a ZAMS e o mesmo

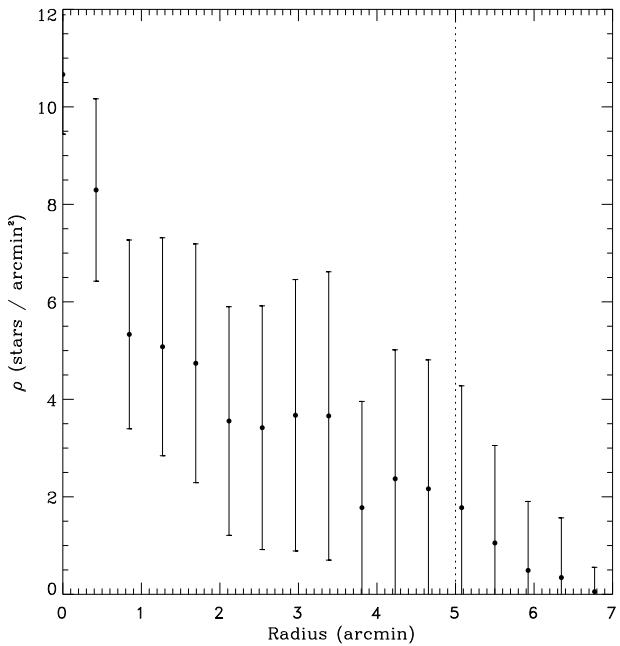


Figura 4.4: RDP para o campo na região do aglomerado ESO 275-01. A linha tracejada representa o limite superior para o diâmetro de uma região circular no CCD. Para valores maiores que o valor limite o RDP decresce devido à geometria do detector.

conjunto de isócronas. A aquisição e redução de dados, todavia, apresentam algumas diferenças. Os dados foram adquiridos com o telescópio de 1.6 m do OPD e com o CCD 106. Na redução, nenhuma correção que considerasse o tempo de abertura do obturador foi aplicada e a fotometria foi realizada com o *starfinder*. Não foi feita astrometria das estrelas de modo que os dados não foram correlacionados com os dados de catálogo, e consequentemente, não estão disponíveis informações cinemáticas ou fotométricas, no sistema JHKs. Apesar de todas essas diferenças, nota-se que os resultados do autor concordam com os nossos resultados, dentro dos respectivos erros.

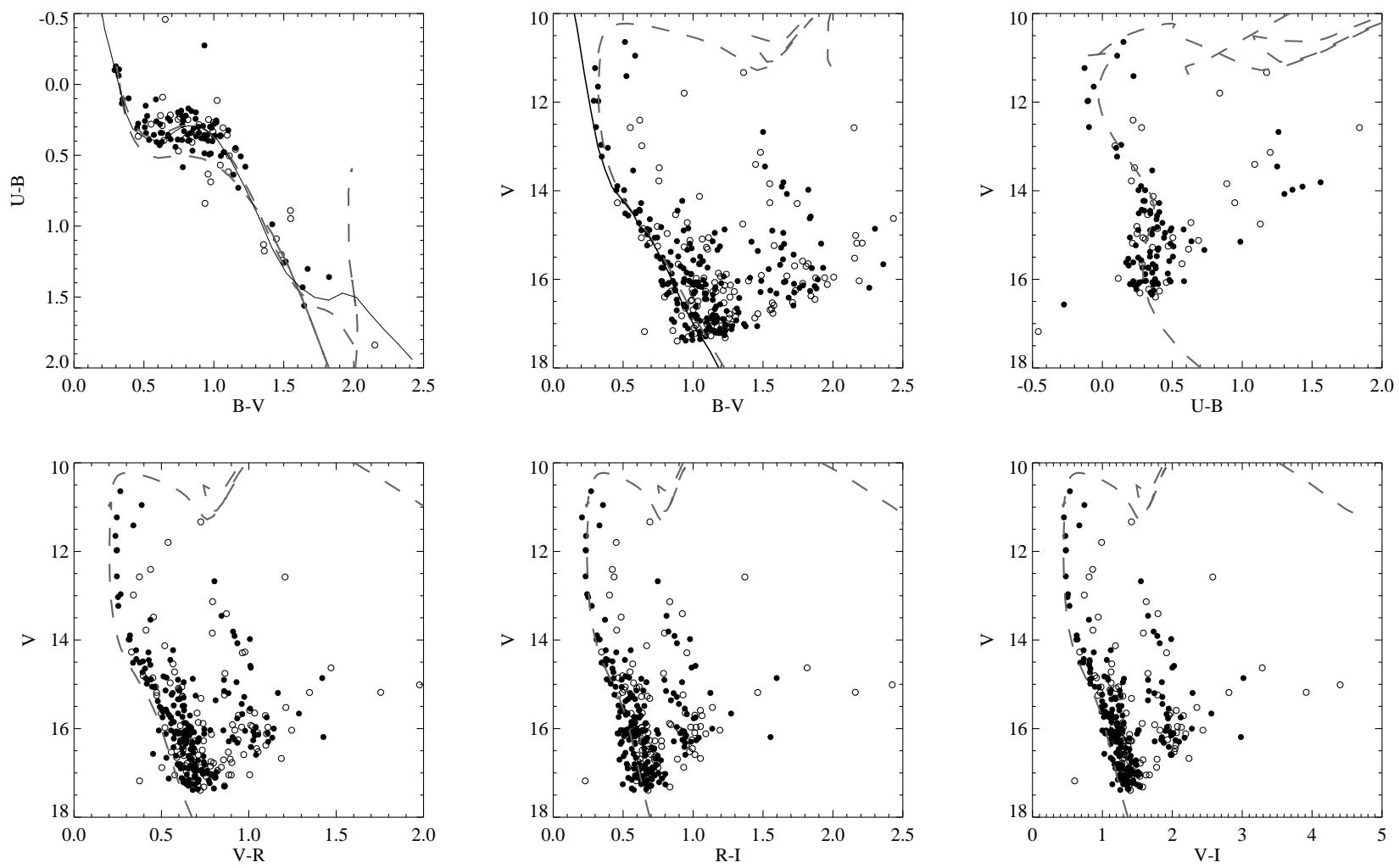


Figura 4.5: Diagramas fotométricos para o ESO 275-01. Os ajustes correspondem a  $E_{(B-V)} = 0.42$  mag,  $d = 1670$  pc e  $\log t = 8.25$

## 4.3 Ruprecht 112

Os diagramas fotométricos são mostrados na Figura 4.7 e um mapa da região do aglomerado é apresentado na Figura 4.6. Podemos notar através do TCD que a sequência principal está bastante espalhada na região de  $(B - V) \sim 1.0$  o que pode ser um indício de que o campo possui avermelhamento diferencial. Contudo, é difícil chegar a uma conclusão devido à insuficiência de estrelas mais brilhantes e ao aspecto do TCD na região das estrelas mais vermelhas, onde a sequência principal apresenta-se mais bem definida. É possível que o espalhamento observado na parte intermediária do TCD ocorra por causa de variações intrínsecas das estrelas nessa região. O excesso de cor obtido com o ajuste da ZAMS é  $E_{(B-V)} = 0.62$  e a distância obtida é de 1910 pc.

A sequência principal não possui uma clara sequência formada por estrelas binárias, se bem que é difícil dizer algo à respeito do conteúdo de binárias, visto que a largura da sequência principal dificulta bastante esse tipo de análise. Ademais, o número substancial de estrelas de campo impede que a sequência principal seja detectada para  $V > 16$  e, portanto, não podemos concluir nada sobre o conteúdo formado por estrelas de baixa massa no aglomerado.

Os CMDs mostram um grupo de estrelas, com  $V \leq 14$  que não pode ser ajustado de maneira satisfatória pela ZAMS para qualquer valor da distância, nem tão pouco por uma isócrona. Dessa forma, assumimos que esse grupo consiste de estrelas denominadas *blue-stragglers*, que são estrelas brilhantes de campo. Os dados podem, então, ser ajustados por uma isócrona com  $\log t = 9.00$  anos, ou, de maneira equivalente, 1 bilhão de anos. Podemos notar nos CMDs que Ruprecht 112 possui um bom número de estrelas gigantes vermelhas. Considerando isso e o fato de que não há estrelas mais brilhantes na sequência principal, chega-se a conclusão que Ruprecht 112 é um aglomerado mais evoluído.

Para a determinação do MPM do aglomerado foram selecionadas estrelas, membros fotométricos, na região do aglomerado mostrada na Figura 4.6, na

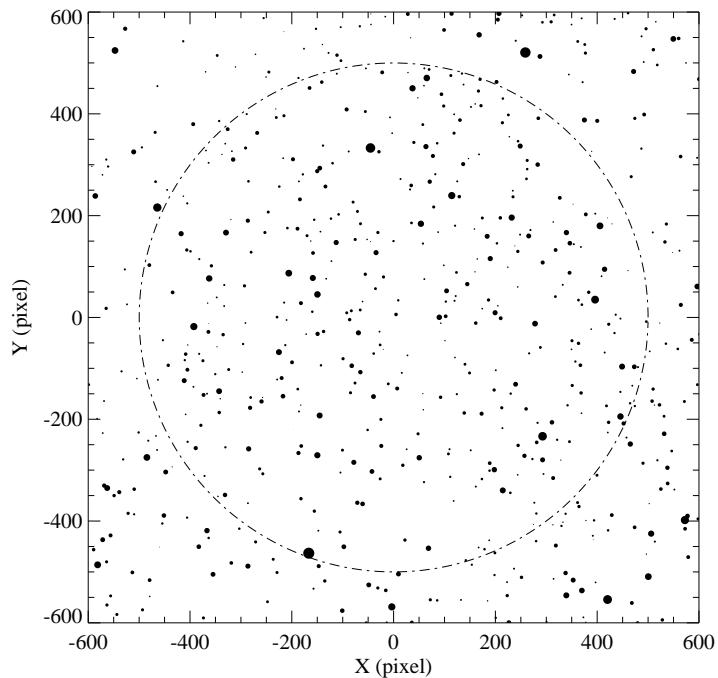


Figura 4.6: Mapa da região do aglomerado Ruprecht 112, gerado a partir dos dados das estrelas que aparecem no CMD. O círculo tracejado indica a região do aglomerado. A escala de placa é 0.600 segundos de arco por pixel, o leste aponta para cima e o norte aponta para a esquerda na figura.

tentativa de eliminar uma parte das estrelas de campo, tão grande quanto possível. Dessa forma obteve-se  $\mu_\alpha \cos \delta = -5.9 \pm 1.0 \text{ msa ano}^{-1}$  e  $\mu_\delta = -1.3 \pm 1.1 \text{ msa ano}^{-1}$  para as componentes tangenciais da velocidade.

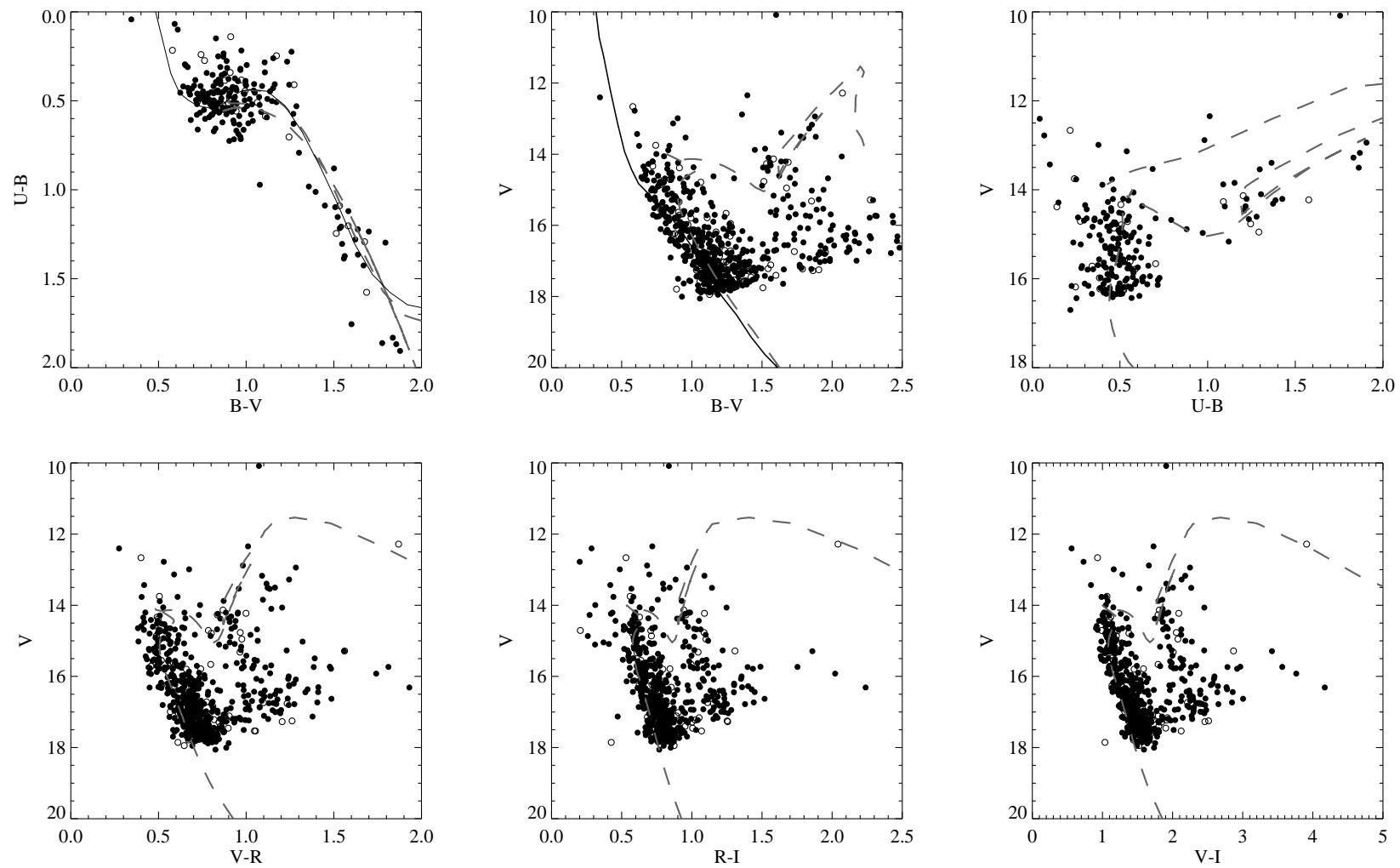


Figura 4.7: Diagramas fotométricos para Ruprecht 112. Os ajustes correspondem a  $E_{(B-V)} = 0.62$  mag,  $d = 1910$  pc e  $\log t = 9.00$

## 4.4 Ruprecht 117

A cinemática de Ruprecht 117 foi estudada por Dias et al. (2002) e o MPM fornecido pelo autor é  $\mu_\alpha \cos \delta = -3.30 \pm 0.89$  msa ano $^{-1}$  e  $\mu_\delta = -5.21 \pm 0.89$  msa ano $^{-1}$ . Também segundo o autor, o seu diâmetro aparente vale 10'.

Os diagramas fotométricos são apresentados no Figura 4.9 enquanto um mapa da região do aglomerado pode ser visto na Figura 4.8. O TCD e os CMDs mostram que a sequência principal está bastante dispersa e, portanto, o avermelhamento na direção do campo é diferencial. Todos os valores do intervalo  $0.38 < E_{(B-V)} < 0.58$  são possíveis, mas consideramos que o melhor ajuste é aquele para  $E_{(B-V)} = 0.46$ , e a distância de 2070 foi determinada através do MSF. Não é possível determinar se há uma sequência de estrelas binárias devido à largura da sequência principal nos CMDs e, da mesma forma, não se pode afirmar nada sobre o conteúdo de estrelas de baixa massa em Ruprecht 117.

A parte superior dos CMDs pode ser bem ajustada por uma isócrona com  $\log t = 8.05$ , contudo, a parte intermediária ( $V \sim 15$ ) não se ajusta bem. Uma vez que as estrelas mais brilhantes estão mais distantes do centro do campo, assumimos que elas não são membros do aglomerado e, então, os dados podem ser ajustados por uma isócrona com  $\log t = 8.30$  ( $\sim 200$  milhões de anos). O ajuste pode ser visualizado melhor se considerarmos uma região com 6' para o aglomerado, indicada na Figura 4.8 por um círculo tracejado. As estrelas nessa região foram representadas por círculos pretos preenchidos no TCD e nos CMDs.

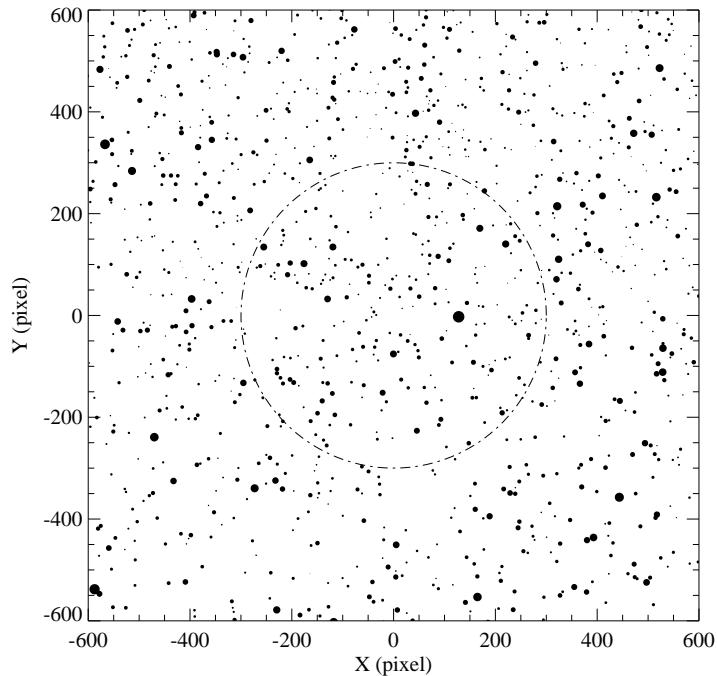


Figura 4.8: Mapa da região do aglomerado Ruprecht 117, gerado a partir dos dados das estrelas que aparecem no CMD. O círculo tracejado indica a região do aglomerado. A escala de placa é 0.600 segundos de arco por pixel, o leste aponta para cima e o norte aponta para a esquerda na figura.

O campo na região do aglomerado é bastante contaminado, como pode ser visto nos CMDs. Dessa forma, para melhorar a acurácia do MPM determinado, foram selecionadas estrelas, membros fotométricos, em uma área pequena, na região central do aglomerado. Então foram obtidos  $\mu_\alpha \cos \delta = -1.0 \pm 3.8 \text{ msa ano}^{-1}$  e  $\mu_\delta = -4.5 \pm 2.4 \text{ msa ano}^{-1}$  para as componentes do MPM. As incertezas são maiores que os erros típicos, devido ao efeito da presença de estrelas de campo em nossa análise. Ainda assim, nosso resultado concorda razoavelmente com aquele fornecido por Dias et al. (2002).

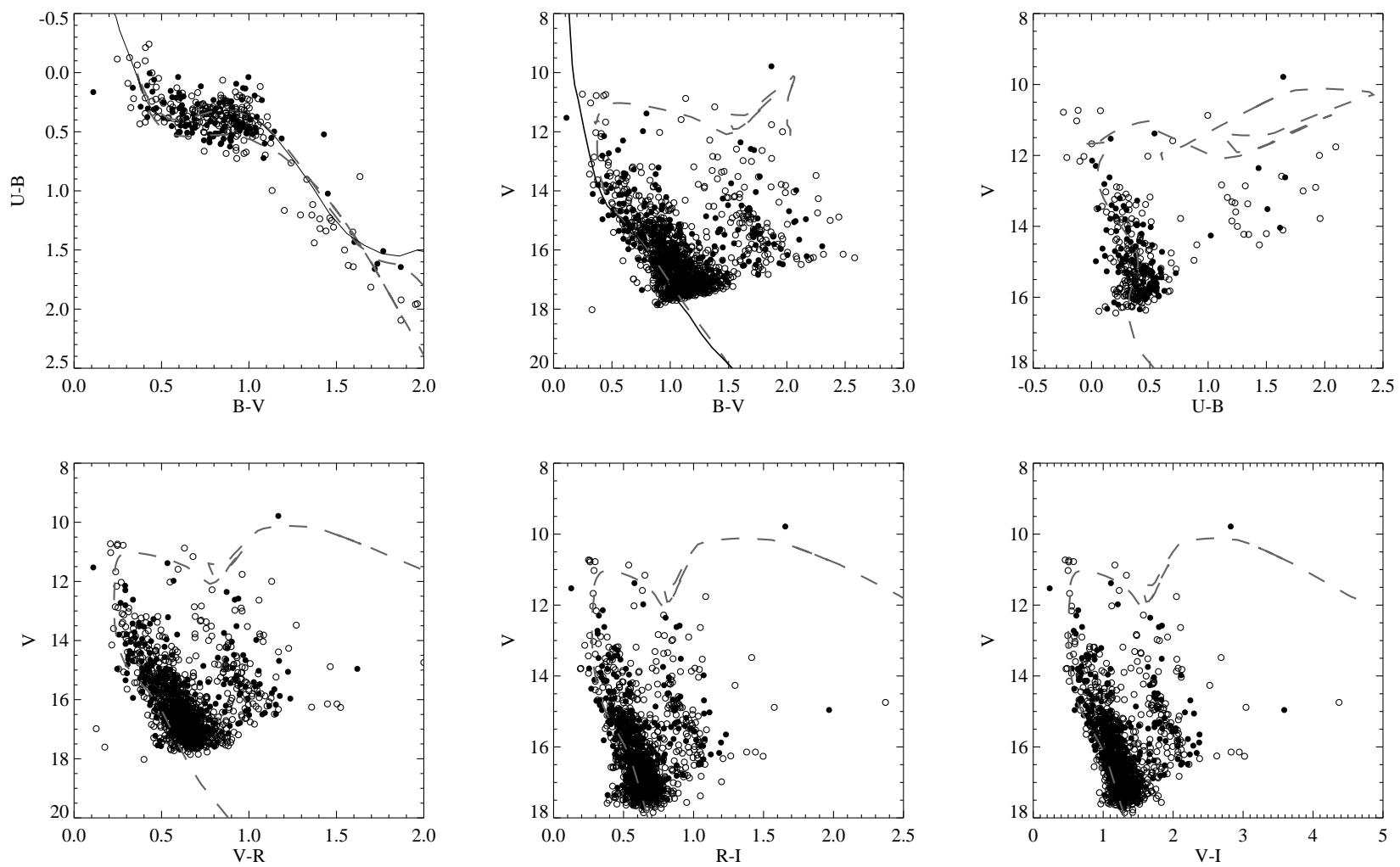


Figura 4.9: Diagramas fotométricos para Ruprecht 117. Os ajustes correspondem a  $E_{(B-V)} = 0.46$  mag,  $d = 2070$  pc e  $\log t = 8.30$

## 4.5 Ruprecht 170

O TCD e os CMDs são mostrados na Figura 4.11 enquanto um mapa da região do aglomerado Ruprecht 170 é apresentado na Figura 4.10.

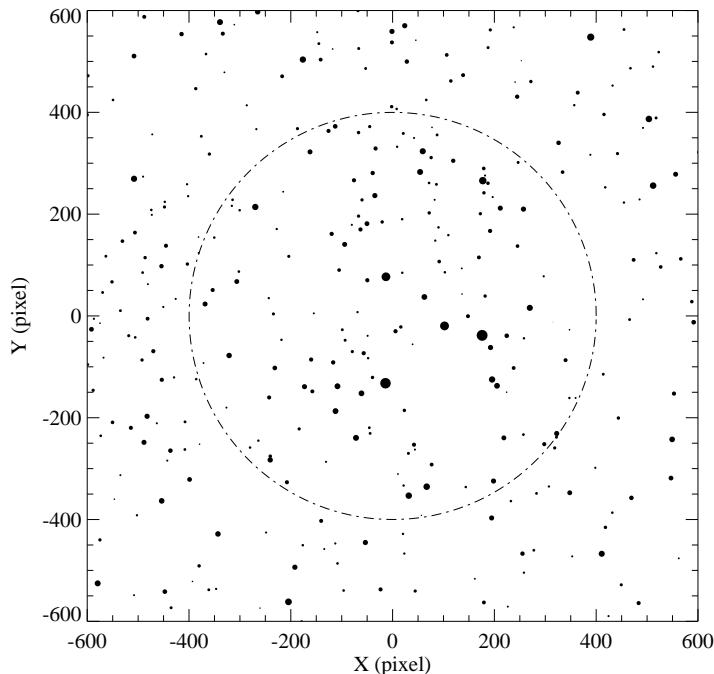


Figura 4.10: Mapa da região do aglomerado Ruprecht 170, gerado a partir dos dados das estrelas que aparecem no CMD. O círculo tracejado indica a região do aglomerado. A escala de placa é 0.600 segundos de arco por pixel, o leste aponta para cima e o norte aponta para a esquerda na figura.

É possível ver no TCD, com certa dificuldade, um pequeno traço da sequência principal, que pode ser ajustado pela ZAMS para  $E_{(B-V)} = 0.83$  mag. Os CMDs mostram que Ruprecht 170 é composto essencialmente por estrelas mais fracas, o que representa um desafio a nossa análise porque o contraste entre a sequência do aglomerado e as estrelas de campo é menos significativo neste caso.

Através do MSF determinou-se uma distância igual a 1980 pc e a isócrona

que melhor se ajustou aos dados foi aquela para  $\log t = 7.55$  anos ( $\sim 35$  milhões de anos). O espalhamento da sequência principal torna impossível determinar se estrelas binárias estão presentes no aglomerado, da mesma forma como impede que analisemos o conteúdo de estrelas de baixa massa.

As componentes para o MPM são, respectivamente,  $\mu_\alpha \cos \delta = -5.9 \pm 2.1$  msa ano $^{-1}$  e  $\mu_\delta = 8.7 \pm 2.4$  msa ano $^{-1}$ , obtidos a partir dos movimentos próprios de membros fotométricos. Considerando todas as dificuldades já mencionadas, a determinação do MPM utilizando membros fotométricos não é confiável para o caso do Ruprecht 170. Por esse motivo, para esse caso, adotamos os valores obtidos através do método estatístico, os quais são apresentados na Tabela 4.1.

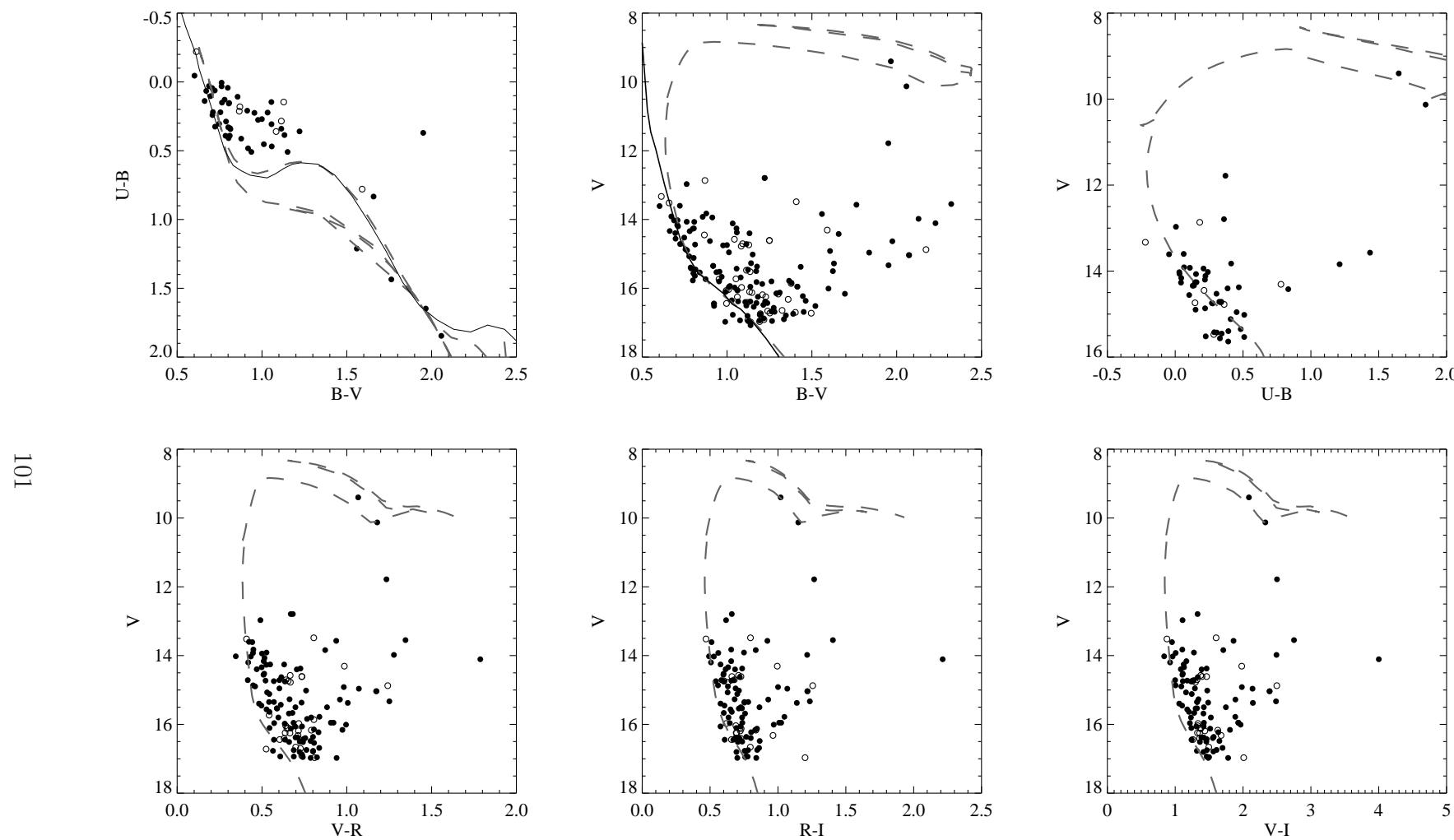


Figura 4.11: Diagramas fotométricos para Ruprecht 170. Os ajustes correspondem a  $E_{(B-V)} = 0.83$  mag,  $d = 1980$  pc e  $\log t = 7.55$

## 4.6 Trumpler 25

A Figura 4.13 mostra os diagramas fotométricos obtidos para as estrelas na região do aglomerado Trumpler 25 e um mapa dessa região é mostrado na Figura 4.12.

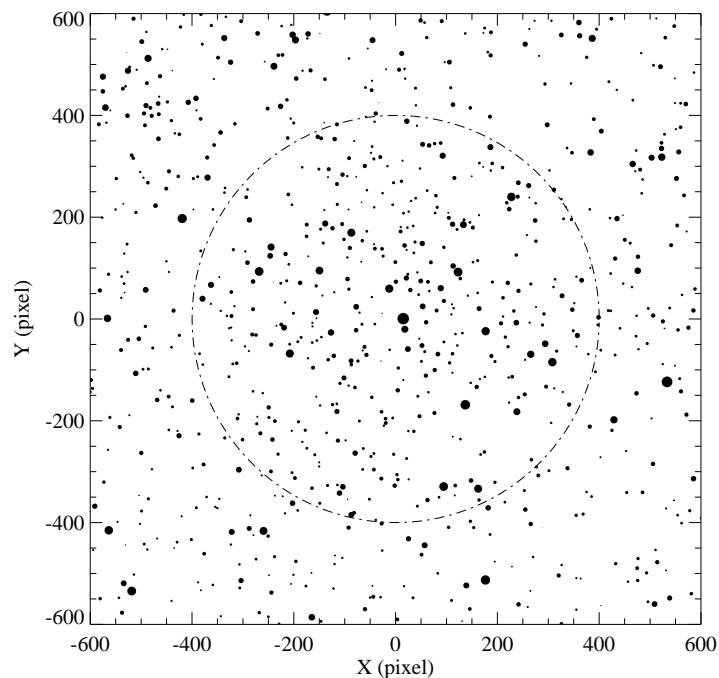


Figura 4.12: Mapa da região do aglomerado Trumpler 25, gerado a partir dos dados das estrelas que aparecem no CMD. O círculo tracejado indica a região do aglomerado. A escala de placa é 0.600 segundos de arco por pixel, o leste aponta para cima e o norte aponta para a esquerda na figura.

Através do MSF obteve-se  $E_{(B-V)} = 0.65$  mag e para a distância determinou-se um valor igual a 1800 pc. A largura da sequência principal e a forte presença de estrelas de campo dificultam a análise e inviabilizam qualquer hipótese sobre uma sequência de estrelas binárias, ou mesmo sobre uma população formada por estrelas de baixa massa. A isócrona que melhor se ajustou aos dados foi aquela para  $\log t = 8.85$  anos ( $\sim 708$  milhões de anos).

As componentes do MPM, obtidas a partir dos movimentos próprios dos membros fotométricos, valem, respectivamente,  $\mu_\alpha \cos \delta = -0.1 \pm 1.0$  msa ano<sup>-1</sup> e  $\mu_\delta = -1.6 \pm 0.7$  msa ano<sup>-1</sup>.

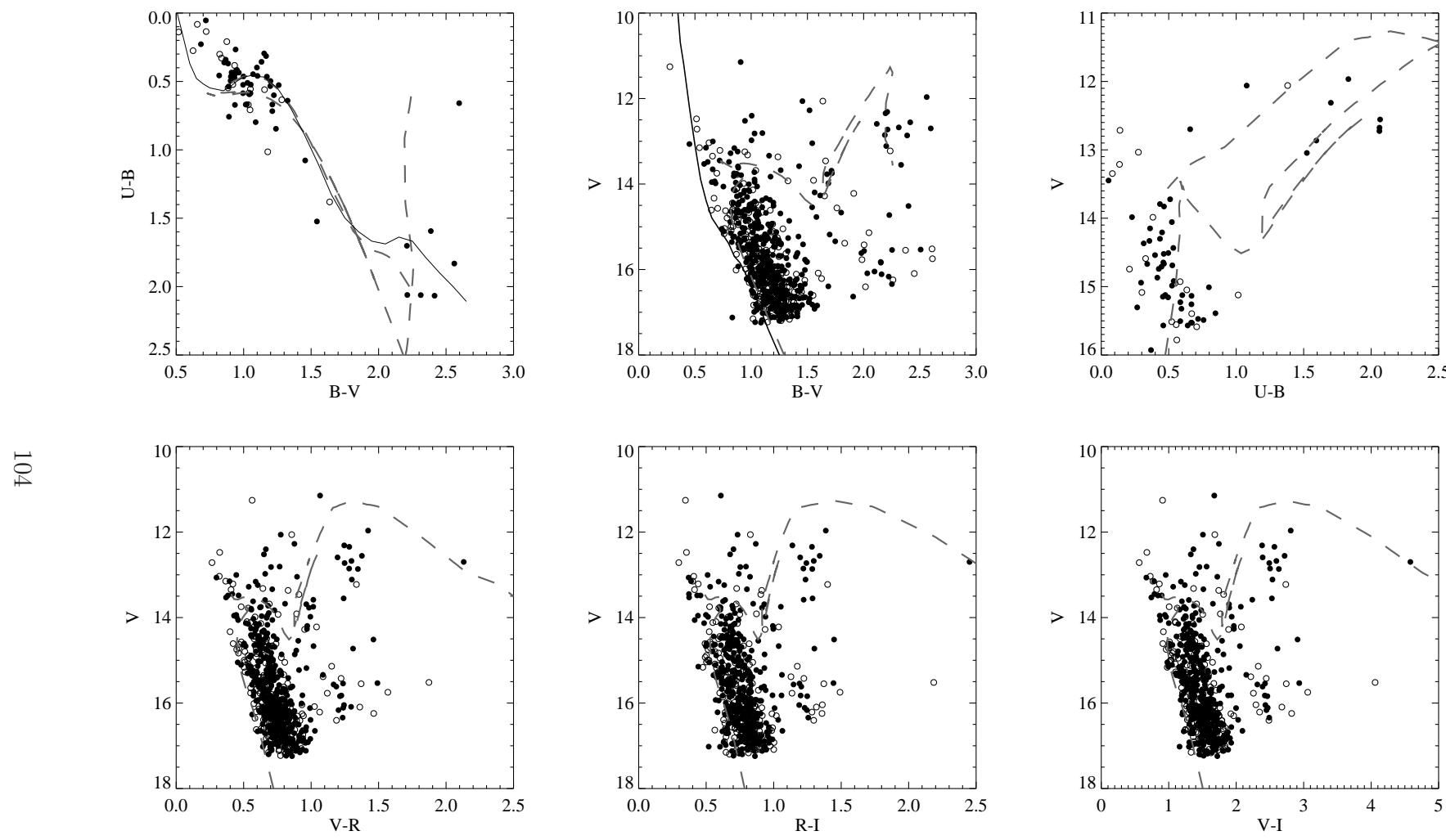


Figura 4.13: Diagramas fotométricos para Trumpler 25. Os ajustes correspondem a  $E_{(B-V)} = 0.65$  mag,  $d = 1800$  pc e  $\log t = 8.85$

## 4.7 ESO 137-23

O objeto ESO 137-23 tem um diâmetro aparente de  $5'$  e foi considerado um objeto duvidoso, segundo consta no catálogo DAML02. De fato, não somos capazes de detectar a sequência principal do aglomerado nos diagramas da Figura 4.14, e por isso recorremos a análise dos VPDs e dos CMDs (obtidos a partir dos dados fotométricos em JHKs fornecidos pelo UCAC3).

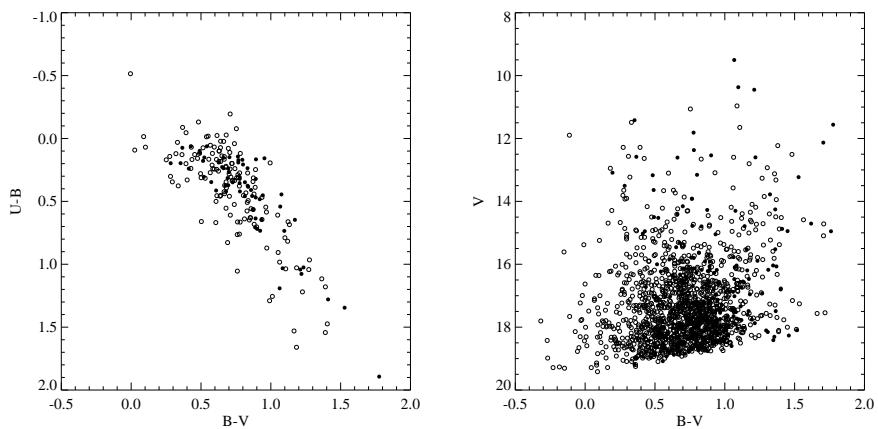


Figura 4.14: Diagramas cor-cor e cor-magnitude para o campo do aglomerado ESO 137-23. Os círculos pretos representam as estrelas na região do aglomerado, definida por seu diâmetro aparente e suas coordenadas centrais.

Os VPDs e os CMDs da Figura 4.15 foram obtidos a partir dos dados das estrelas em uma região de  $20' \times 20'$  ao redor do aglomerado, e para um campo de controle próximo a ele. Encontramos 982 estrelas no campo do objeto e 1074 estrelas no campo de controle. A moda para os movimentos próprios são  $\mu_\alpha \cos \delta = -5.7$  e  $\mu_\delta = -10.6 \text{ msa ano}^{-1}$ , para o campo do objeto, e  $\mu_\alpha \cos \delta = -2.8$  e  $\mu_\delta = -5.0 \text{ msa ano}^{-1}$ , para o campo de controle.

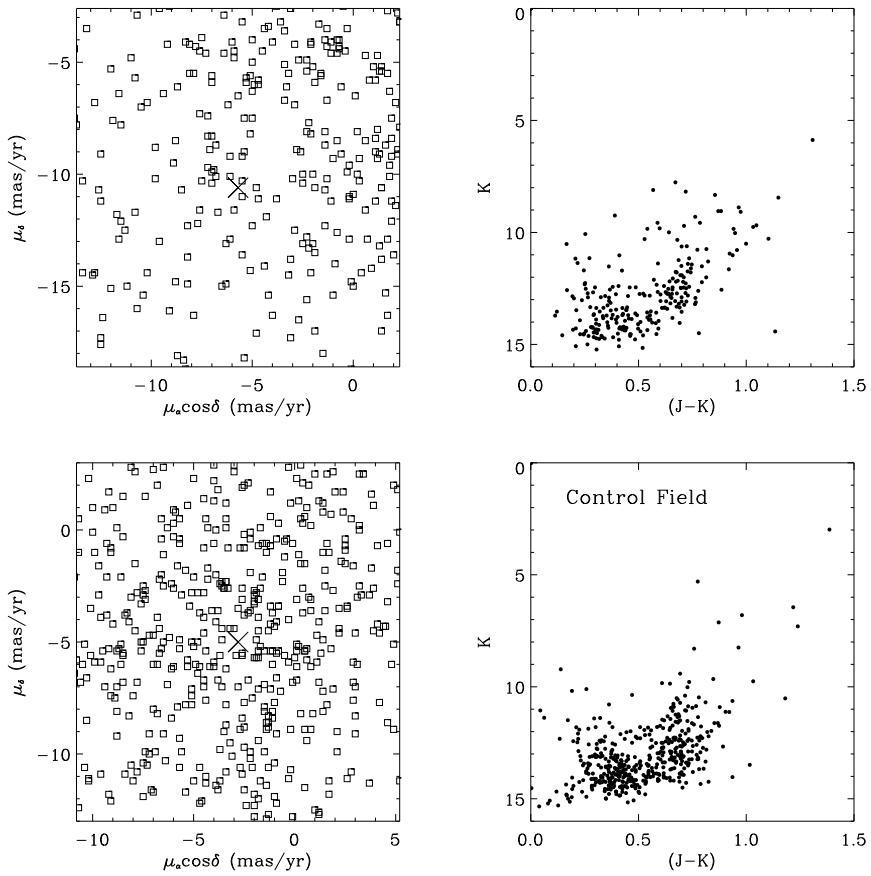


Figura 4.15: VPDs e CMDs para o campo do aglomerado ESO 137-23 e para o campo de controle

Pode-se notar pela Figura 4.15 que ambos os VPDs e CMDs são bastante similares, com o mesmo espalhamento nos movimentos próprios e nos diagramas fotométricos. Nesse caso ainda, o campo de controle possui mais estrelas que o campo do objeto. Como não foi encontrada nenhuma característica que pudesse levar a conclusão de que um aglomerado aberto está presente na região observada, sugerimos que ESO 137-23 não é um sistema físico de fato.

## 4.8 ESO 335-05

O aglomerado ESO 335-05 tem um diâmetro aparente de  $7'$ , fornecido pelo catálogo DAML02, e foi considerado um objeto duvidoso pela inspeção de imagens do DSS, assim como o caso anterior. A sequência principal do aglomerado não pôde ser detectada nos diagramas da Figura 4.16, sendo necessária a análise dos VPDs para concluir se ESO 335-05 é, de fato, um aglomerado.

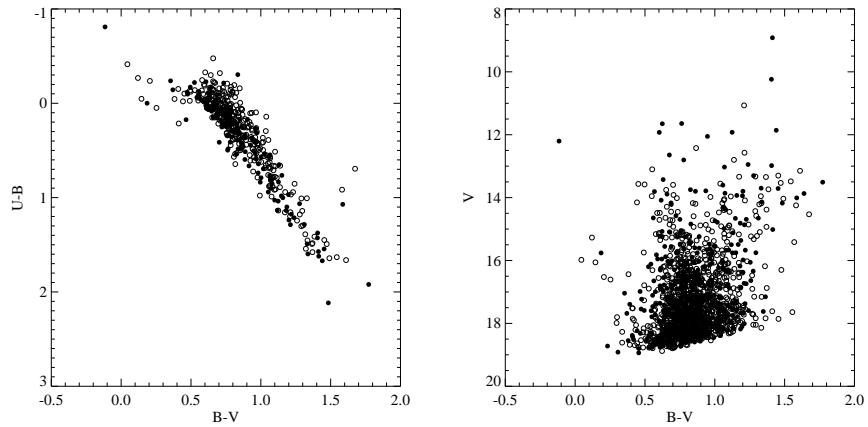


Figura 4.16: Diagramas cor-cor e cor-magnitude para o campo do aglomerado ESO 335-05. Os círculos pretos representam as estrelas na região do aglomerado, definida por seu diâmetro aparente e suas coordenadas centrais.

Os VPDs e CMDs são mostrados na Figura 4.17. Foi considerada uma região com  $20' \times 20'$  em torno do objeto e 1052 foram encontradas nesse campo. Para o campo de controle, com as mesmas dimensões, foram encontradas 1005 estrelas. A moda dos movimentos próprios são  $\mu_\alpha \cos \delta = -2.7$  e  $\mu_\delta = -6.2 \text{ msa ano}^{-1}$ , para o campo do objeto, e  $\mu_\alpha \cos \delta = -6.5$  e  $\mu_\delta = -7.7 \text{ msa ano}^{-1}$ , para o campo de controle. Como pode ser visto na Figura 4.17, o VPD do campo de controle é mais denso que aquele para o campo do objeto e ambos os VPDs possuem alguns agrupamentos na sua distribuição, com estrelas que possuem movimentos próprios semelhantes. Contudo, como o CMD não mostra nenhuma característica peculiar para o ESO 335-05, deve-se concluir que ele não é um aglomerado.

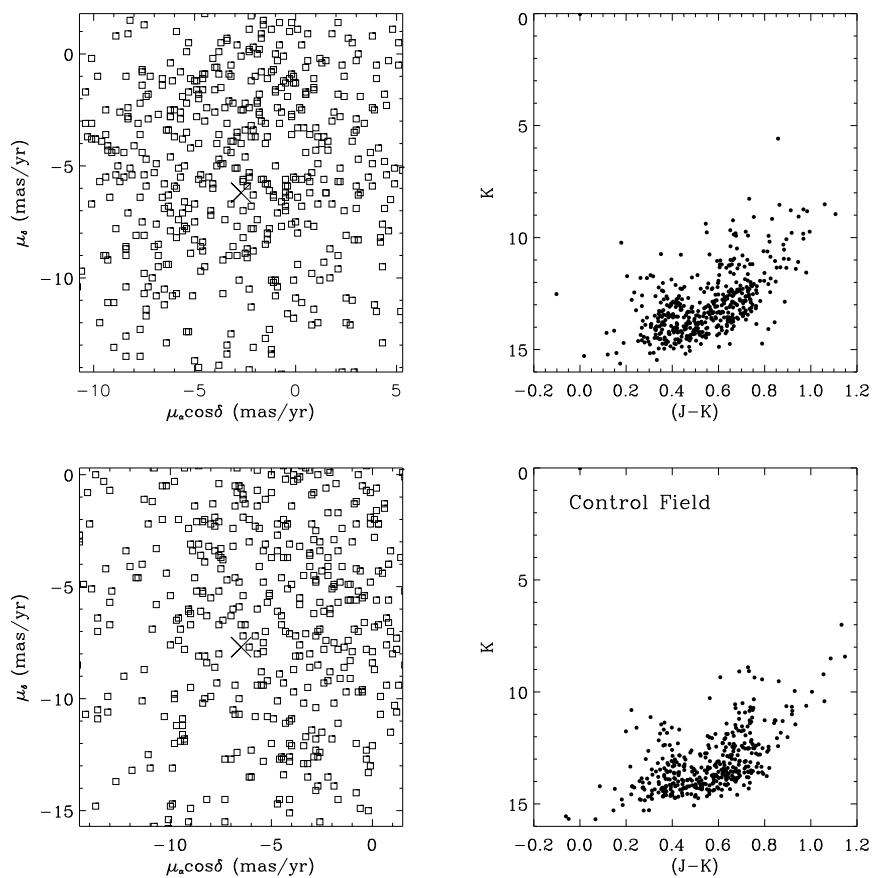


Figura 4.17: VPDs e CMDs para o campo do aglomerado ESO 335-05 e para o campo de controle.

## 4.9 Ruprecht 176

O aglomerado aberto Ruprecht 176 tem um diâmetro aparente de  $3'$ , fornecido pelo catálogo DAML02. Contudo, os limites do aglomerado não estão bem definidos no RDP da Figura 4.18. O perfil sugere que um valor maior pode ser adotado e, portanto, consideramos  $7'$  para o diâmetro aparente do aglomerado.

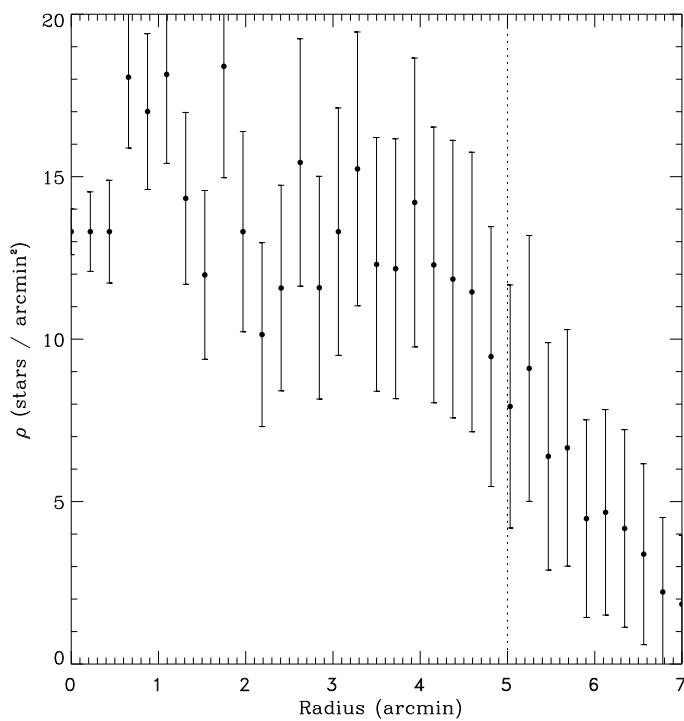


Figura 4.18: RDP para as estrelas no campo do aglomerado Ruprecht 176.

Um mapa do campo do aglomerado é mostrado na Figura 4.19 e os diagramas fotométricos, na Figura 4.20. Porque o aglomerado possui um diâmetro aparente pequeno comparado aos outros objetos analisados até o momento, é fundamental eliminar as estrelas que se encontram fora da região indicada na Figura 4.19. Como o aglomerado é bastante denso, essas estrelas foram omitidas no TCD e nos CMDs para garantir uma boa visualização.

O TCD mostra claramente a sequência principal e, para o excesso de

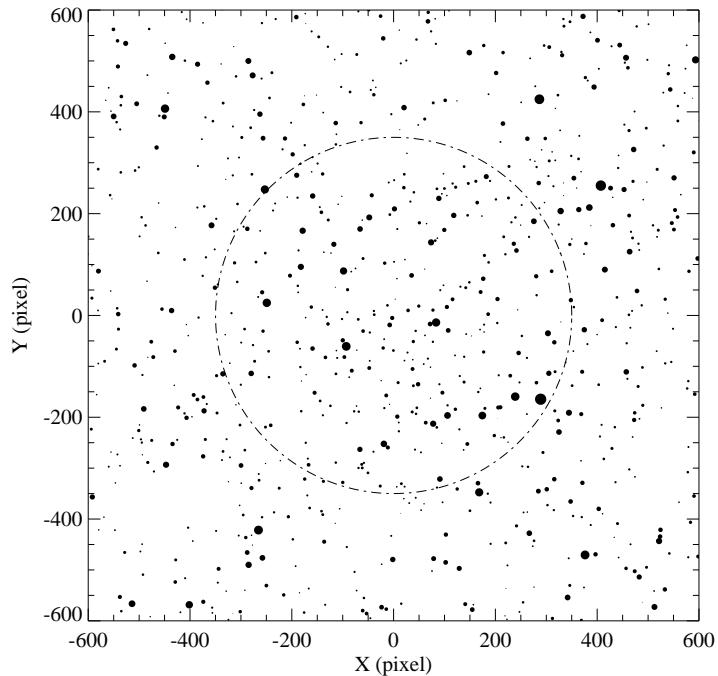


Figura 4.19: Mapa da região do aglomerado Ruprecht 176, gerado a partir dos dados das estrelas que aparecem no CMD. O círculo tracejado indica a região do aglomerado. A escala de placa é 0.600 segundos de arco por pixel, o leste aponta para cima e o norte aponta para a esquerda na figura.

cor, obteve-se  $E_{(B-V)} = 0.51$  mag. A largura da sequência principal na parte superior do TCD indica que o avermelhamento no campo é diferencial. No TCD e no CMDs essa sequência está suficientemente bem definida para permitir que ela possa ser distinguida mesmo entre a distribuição das estrelas do campo, o que sugere que Ruprecht 176 possui um número significativo de estrelas de baixa massa. Nenhuma sequência óbvia de estrelas binárias foi encontrada nos CMDs, se bem que o espalhamento na parte superior desses diagramas pode ser um efeito dessas estrelas.

A distribuição típica de estrelas de campo na região inferior dos CMDs não é tão pronunciada nesse caso. Isso pode ser devido ao diâmetro aparente relativamente pequeno do objeto, segundo o qual Ruprecht 176 pode ser um

aglomerado mais compacto. O MSF forneceu 2740 pc para a distância e os dados se ajustam a uma isócrona com  $\log t = 8.20$  anos ( $\sim 158$  milhões de anos).

Por causa da deficiência no conteúdo de estrelas contaminantes no campo, o MPM do aglomerado pode ser determinada, a partir dos dados dos membros fotométrico, com boa precisão. Além disso, foram selecionadas apenas estrelas localizadas no *turn-off* dos CMDs e cada estrela foi verificada para que pudéssemos identificar possíveis intrusas na amostra. Finalmente, as componentes do MPM obtidas foram, respectivamente,  $\mu_\alpha \cos \delta = -2.6 \pm 0.8$  e  $\mu_\delta = -3.3 \pm 0.9$  msa ano $^{-1}$ .

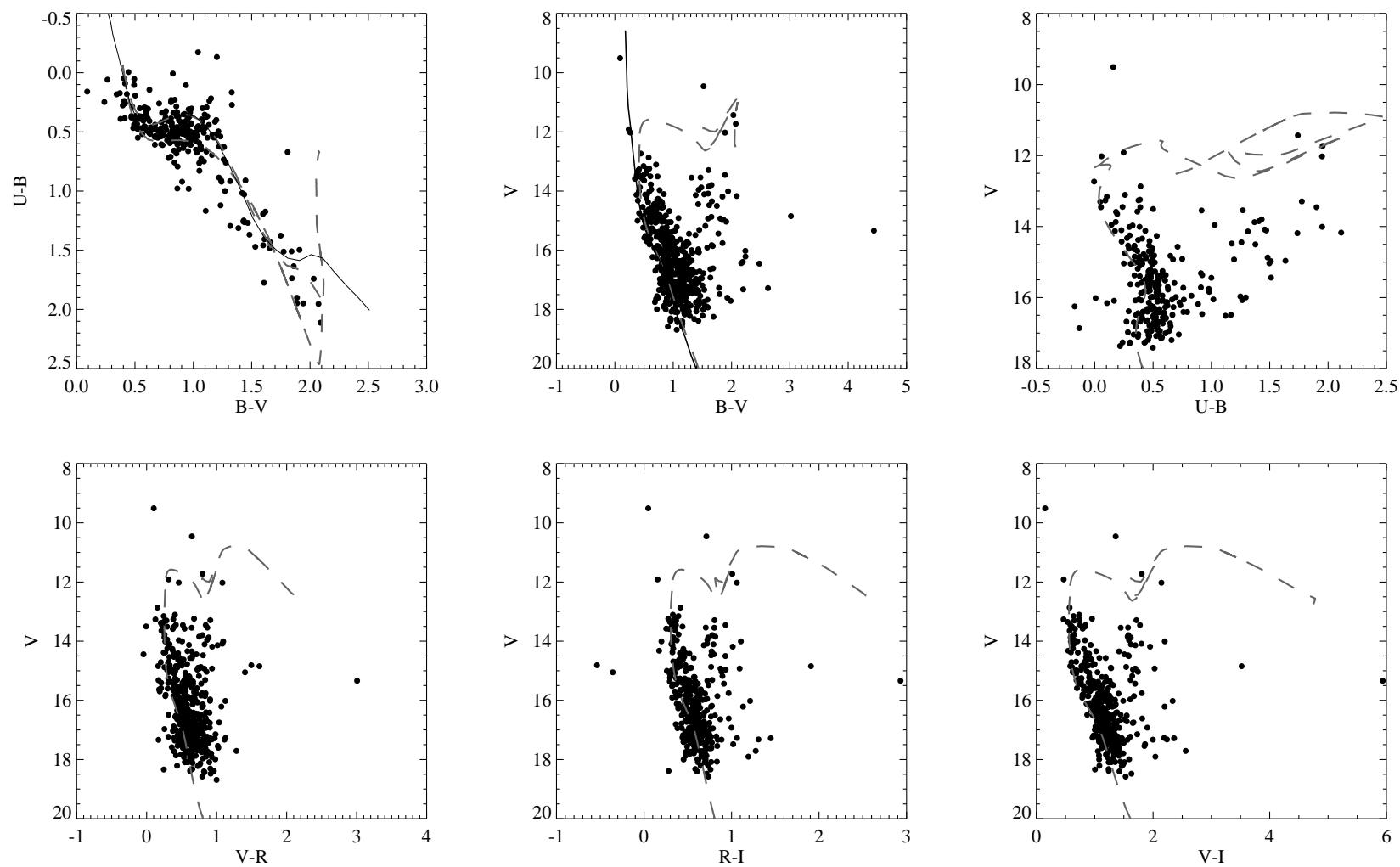


Figura 4.20: Diagramas fotométricos para Ruprecht 176. Os ajustes correspondem a  $E_{(B-V)} = 0.51$  mag,  $d = 2740$  pc e  $\log t = 8.20$

## 4.10 ESO 065-07

O objeto ESO 065-07 foi considerado duvidoso pela inspeção de imagens do DSS (DAML02) e seu diâmetro aparente é igual a  $4'$ . Nenhuma sequência principal foi detectada nos CMDs da Figura 4.21. Os VPDs foram obtidos a partir dos dados de estrelas em uma região de  $20' \times 20'$  ao redor do ESO 065-07, sendo que 688 estrelas foram encontradas para o campo do aglomerado e 687 foram encontradas para o campo de controle. A moda para os movimentos próprios vale  $\mu_\alpha \cos \delta = -4.3$  e  $\mu_\delta = -6.3$  msa ano $^{-1}$ , para o campo do aglomerado, e  $\mu_\alpha \cos \delta = -4.7$  e  $\mu_\delta = -3.1$  msa ano $^{-1}$ , para o campo de controle.

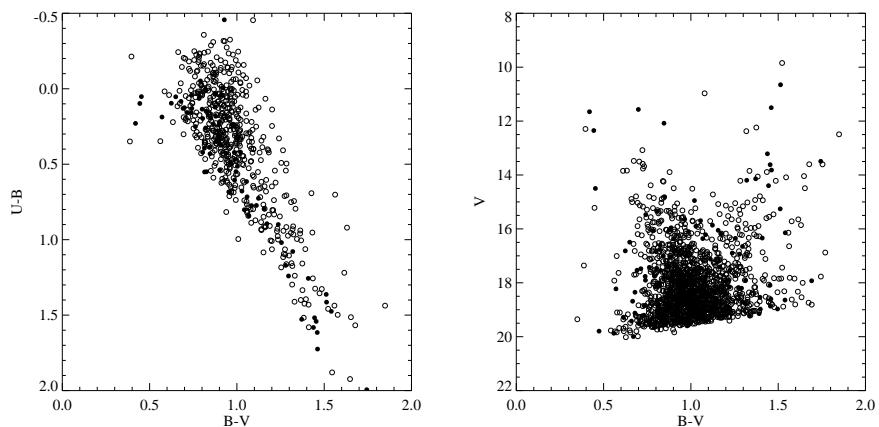


Figura 4.21: Diagramas cor-cor e cor-magnitude para as estrelas do campo do aglomerado ESO 065-07. Os círculos pretos são as estrelas que pertencem ao aglomerado, segundo critérios espaciais apenas.

A Figura 4.22 mostra que ambos os VPDs possuem um espalhamento similar a nenhuma característica especial foi encontrada nos CMDs da figura. Portanto, devemos concluir que ESO 065-07 não constitui um sistema físico.

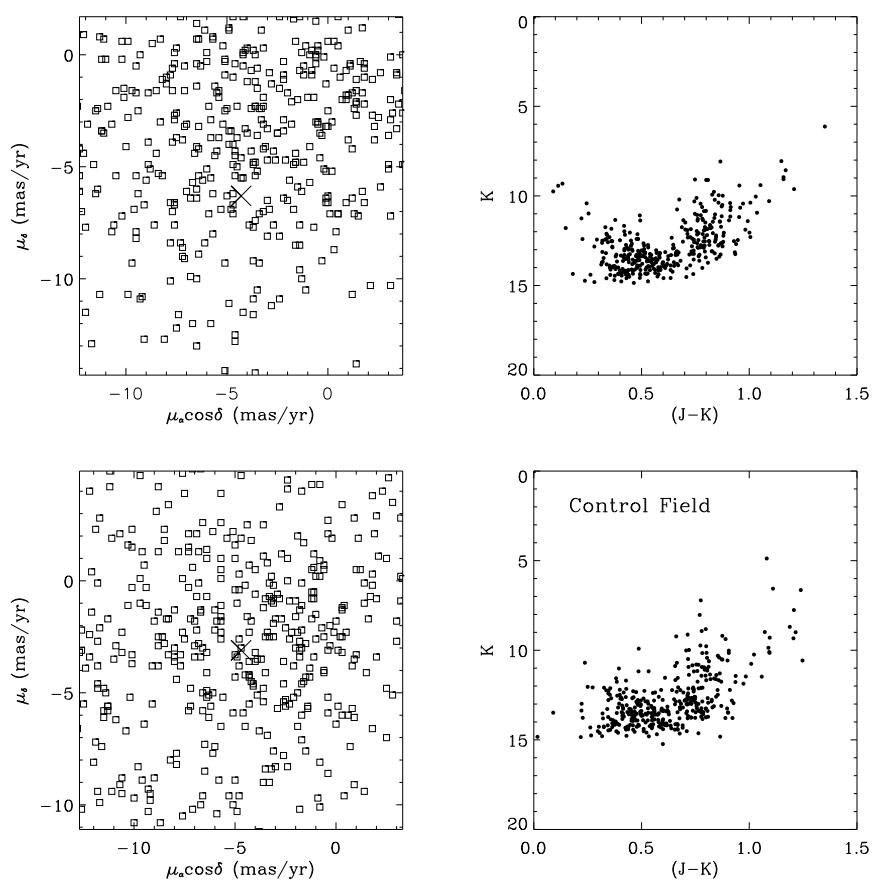


Figura 4.22: VPDs e CMDs para o aglomerado ESO 065-07 e para o campo de controle

## 4.11 ESO 134-12

O diâmetro aparente do aglomerado é igual a  $4'$ , segundo DAML02. Em primeira instância, poderíamos pensar que ESO 134-12 não é um aglomerado, uma vez que os diagramas fotométricos não exibem claramente a sua sequência principal. Dessa forma, achamos melhor conferir os VPDs antes de prosseguir com a análise.

Foram obtidos dados cinemáticos para as estrelas em uma região de  $20' \times 20'$  em torno do ESO 134-12, sendo que 567 estrelas foram encontradas nesse campo e 631 estrelas foram encontradas no campo de controle. A moda dos movimentos próprios encontrada foi  $\mu_\alpha \cos \delta = -5.4$  e  $\mu_\delta = -3.5$  msa ano $^{-1}$ , para o campo do aglomerado, e  $\mu_\alpha \cos \delta = -3.0$  e  $\mu_\delta = -2.3$  msa ano $^{-1}$ , para o campo de controle. Pela Figura 4.23 podemos ver que o VPD do aglomerado possui uma concentração maior de pontos no canto superior direito do diagrama, sugerindo que as estrelas em questão pertencem a um aglomerado. Apesar dessa característica do VPD, nenhuma diferença relevante foi notada no CMD do aglomerado, o que impossibilita que afirmemos precisamente se um aglomerado aberto existe ou não no campo do ESO 134-12. Decidimos tentar o MSF assim mesmo.

A Figura 4.25 mostra os diagramas fotométricos obtidos a partir dos nossos dados e um mapa da região do aglomerado é mostrado na Figura 4.24. O espalhamento que pode ser observado no TCD indica que o avermelhamento é variável ao longo do campo. O excesso de cor determinado foi  $E_{(B-V)} = 0.83$  e a distância, 2340 pc. Devido ao alargamento da sequência principal nos CMDs e a presença de um número considerável de estrelas de campo somos incapazes de argumentar sobre estrelas de baixa massa e sobre estrelas binárias. Os dados se ajustam bem a uma isócrona com  $\log t = 8.35$  anos. As componentes do MPM obtidas a partir dos dados de membros fotométricos são, respectivamente,  $\mu_\alpha \cos \delta = -6.2 \pm 1.1$  e  $\mu_\delta = -0.8 \pm 1.0$  msa ano $^{-1}$ .

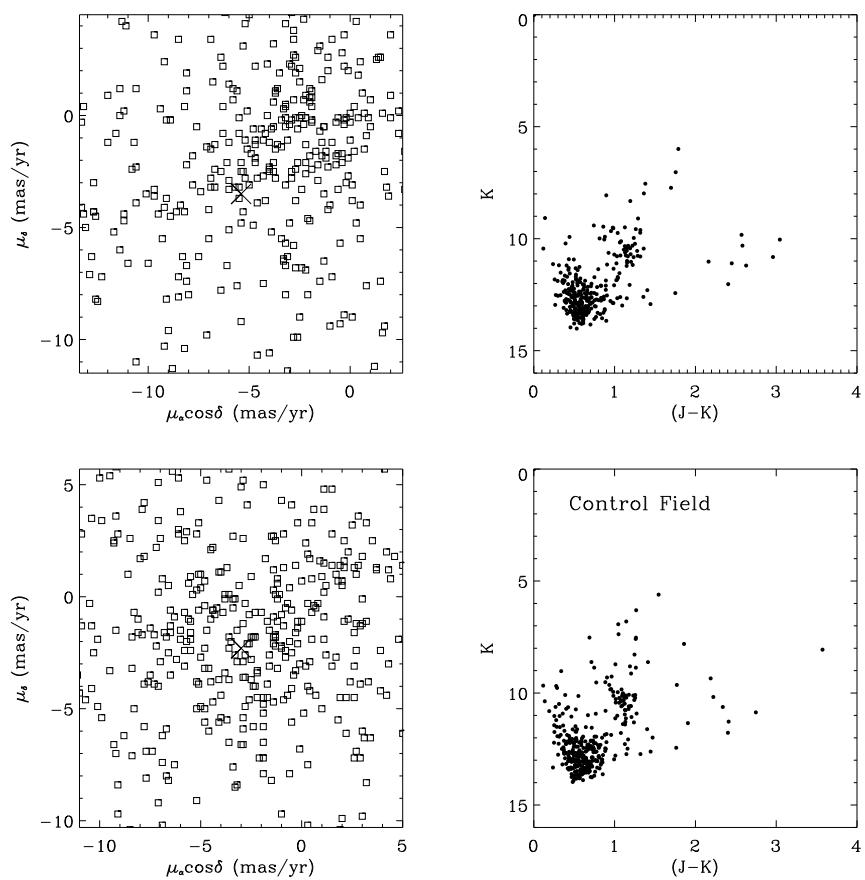


Figura 4.23: VPDs e CMDs para o campo do ESO 134-12 e para o campo de controle.

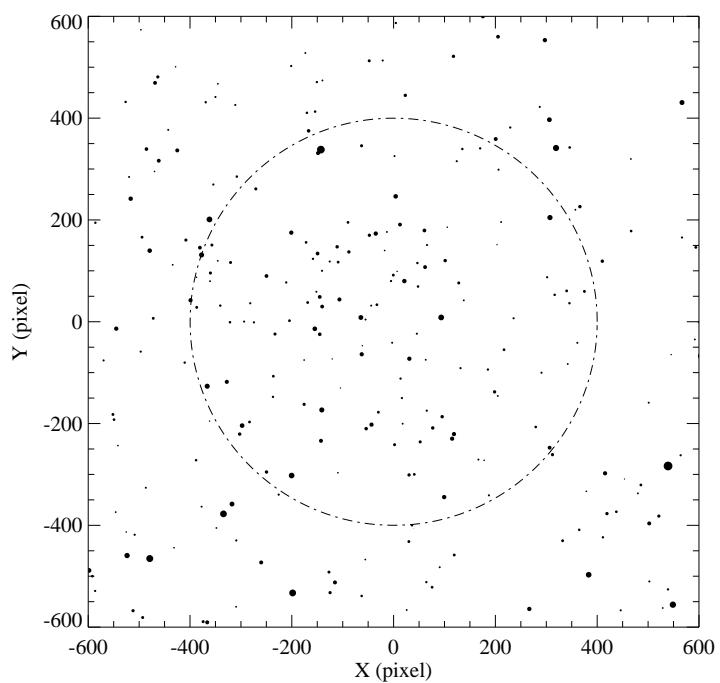


Figura 4.24: Mapa da região do aglomerado ESO 134-12, gerado a partir dos dados das estrelas que aparecem no CMD. O círculo tracejado indica a região do aglomerado. A escala de placa é 0.600 segundos de arco por pixel, o leste aponta para cima e o norte aponta para a esquerda na figura.

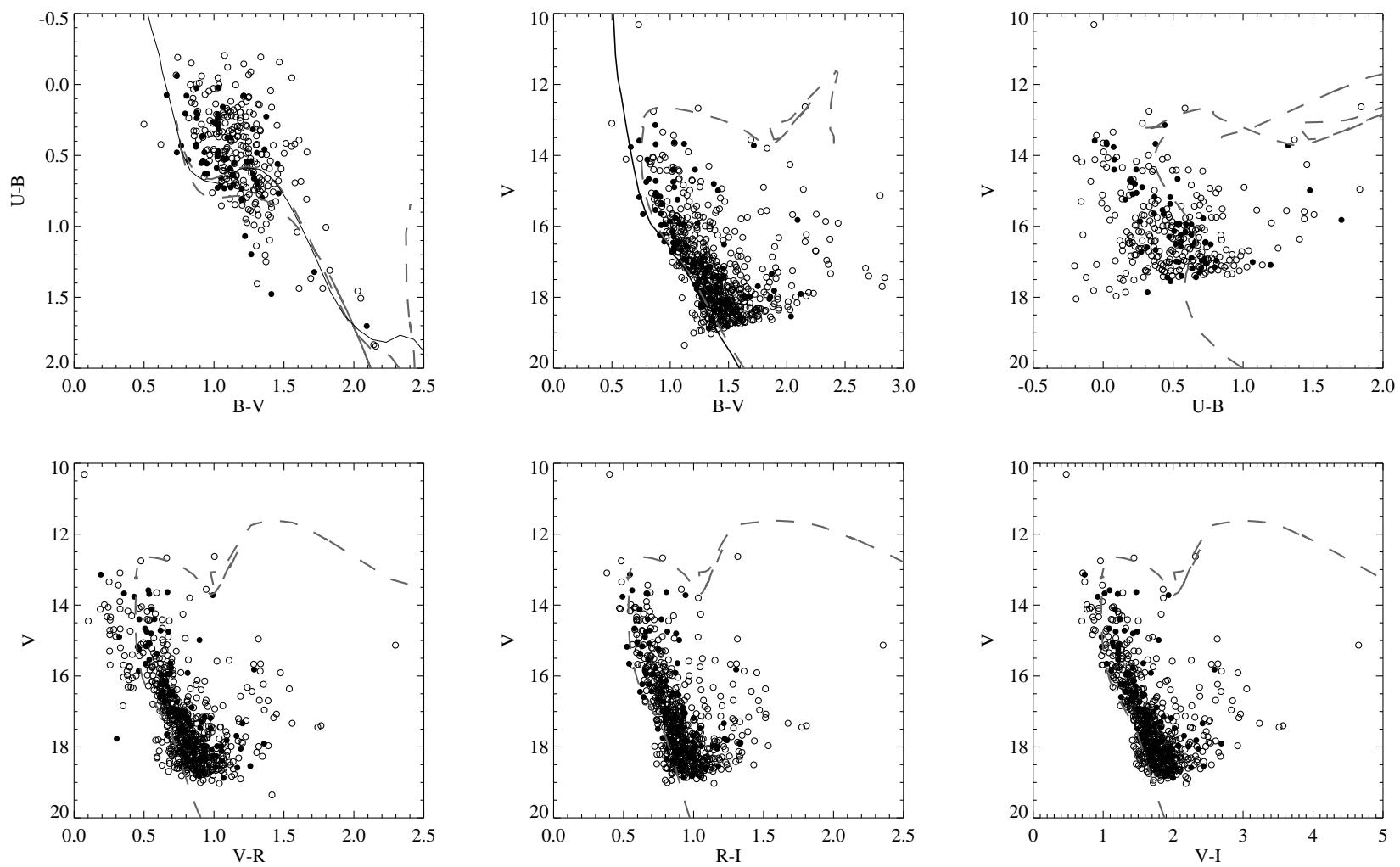


Figura 4.25: Diagramas fotométricos para ESO 134-12. Os ajustes correspondem a  $E_{(B-V)} = 0.83$  mag,  $d = 2340$  pc e  $\log t = 8.35$

## 4.12 ESO 281-24

De acordo com DAML02, o aglomerado aberto ESO 281-24 possui um diâmetro aparente igual a  $6'$ . Apesar de não ter sido considerado um objeto duvidoso pela inspeção de imagens do DSS, não fomos capazes de identificar a sequência principal do aglomerado nos diagramas da Figura 4.26, sugerindo que pode não se tratar de um aglomerado. Sendo assim decidimos investigar o VPD.

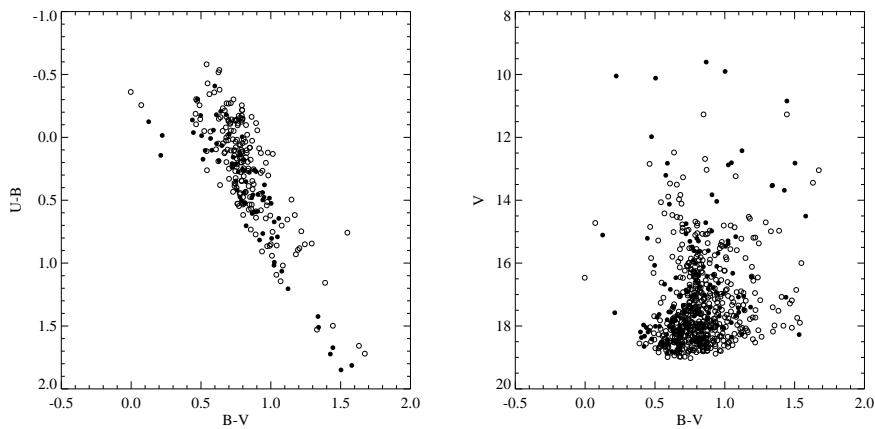


Figura 4.26: Diagramas cor-cor e cor-magnitude para as estrelas no campo do aglomerado ESO 281-24. Os círculos pretos representam as estrelas pertencentes ao aglomerado, considerando-se apenas critérios espaciais.

Foi considerada uma região de  $20' \times 20'$  em torno do objeto e 532 estrelas foram encontradas nesse campo. Para o campo de controle foram encontradas 525 estrelas. As modas dos movimentos próprios são, respectivamente,  $\mu_\alpha \cos \delta = -2.5$  e  $\mu_\delta = -4.7 \text{ msa ano}^{-1}$ , para o campo do aglomerado, e  $\mu_\alpha \cos \delta = -3.9$  e  $\mu_\delta = -9.9$ , para o campo de controle. Como nenhuma característica relevante pode ser notada na Figura 4.27, devemos concluir que ESO 281-24 não é um aglomerado.

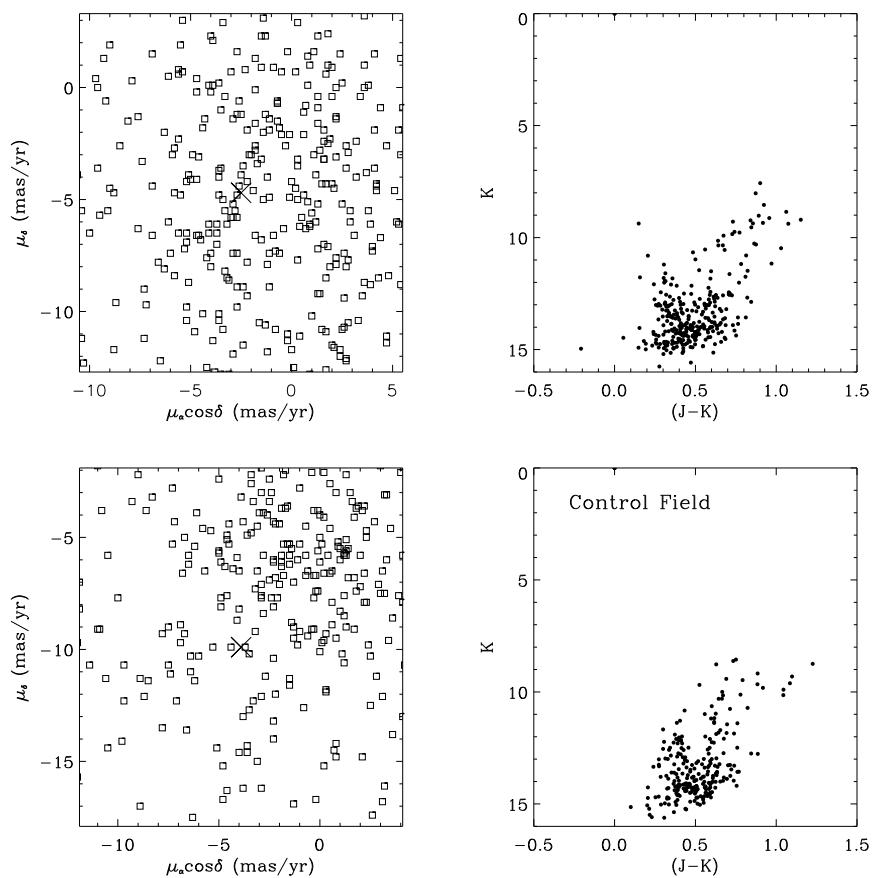


Figura 4.27: VPDs e CMDs para o campo do aglomerado ESO 281-24 e para o campo de controle.

## 4.13 ESO 332-20

A Figura 4.29 mostra os diagramas fotométricos obtidos para o campo do ESO 332-20, a partir dos nossos dados, enquanto um mapa do campo é apresentado na Figura 4.28. O TCD não mostra sinais de avermelhamento diferencial e foi obtido  $E_{(B-V)} = 0.69$  mag através do MSF. Os CMDs mostram claramente a sequência principal, a qual é bem visível até  $V \sim 16$ , antes de se misturar com as estrelas de campo. A parte superior dos CMDs, onde estão as estrelas mais brilhantes, exibe um pequeno espalhamento que pode ser atribuído a presença de estrelas binárias, se bem que o pequeno número de estrelas nessa região torna difícil identificar uma sequência formada por binárias. A sequência principal não é evidente na região inferior dos CMDs, onde estão as estrelas mais fracas, de modo que não somos capazes de formular qualquer hipótese sobre estrelas de baixa massa no campo do ESO 332-20.

A distância de 2540 pc foi determinada e os dados são ajustados de maneira satisfatória por uma isócrona com  $\log t = 7.55$  (35 milhões de anos). As componentes do MPM foram obtidas a partir dos dados dos membros fotométricos e valem, respectivamente,  $\mu_\alpha \cos \delta = -2.1 \pm 1.6$  e  $\mu_\delta = -3.5 \pm 1.2$  msa ano<sup>-1</sup>.

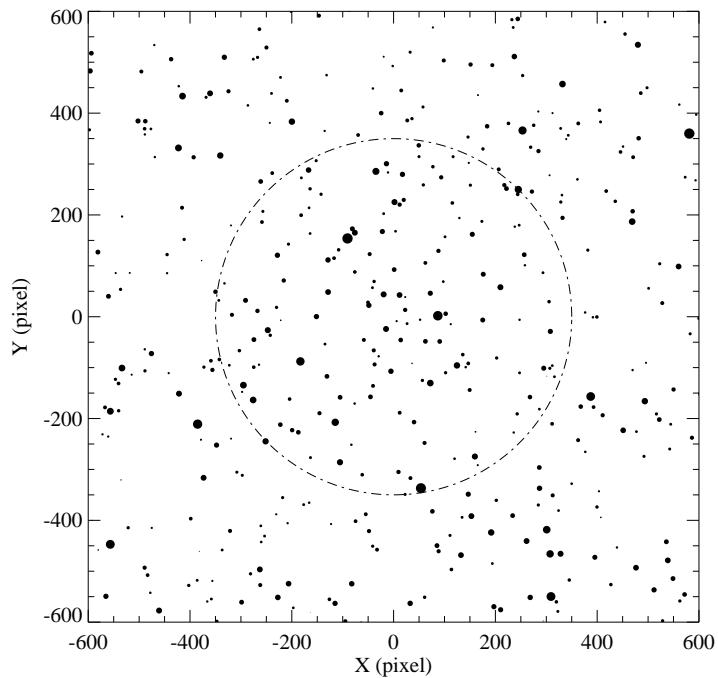


Figura 4.28: Mapa do campo do aglomerado ESO 332-20 gerado a partir da lista de estrelas mostradas no CMD. O círculo tracejado indica a região do aglomerado. A escala de placa é igual a 0.600 segundos de arco por pixel. O leste aponta para cima e o norte aponta para a esquerda na figura.

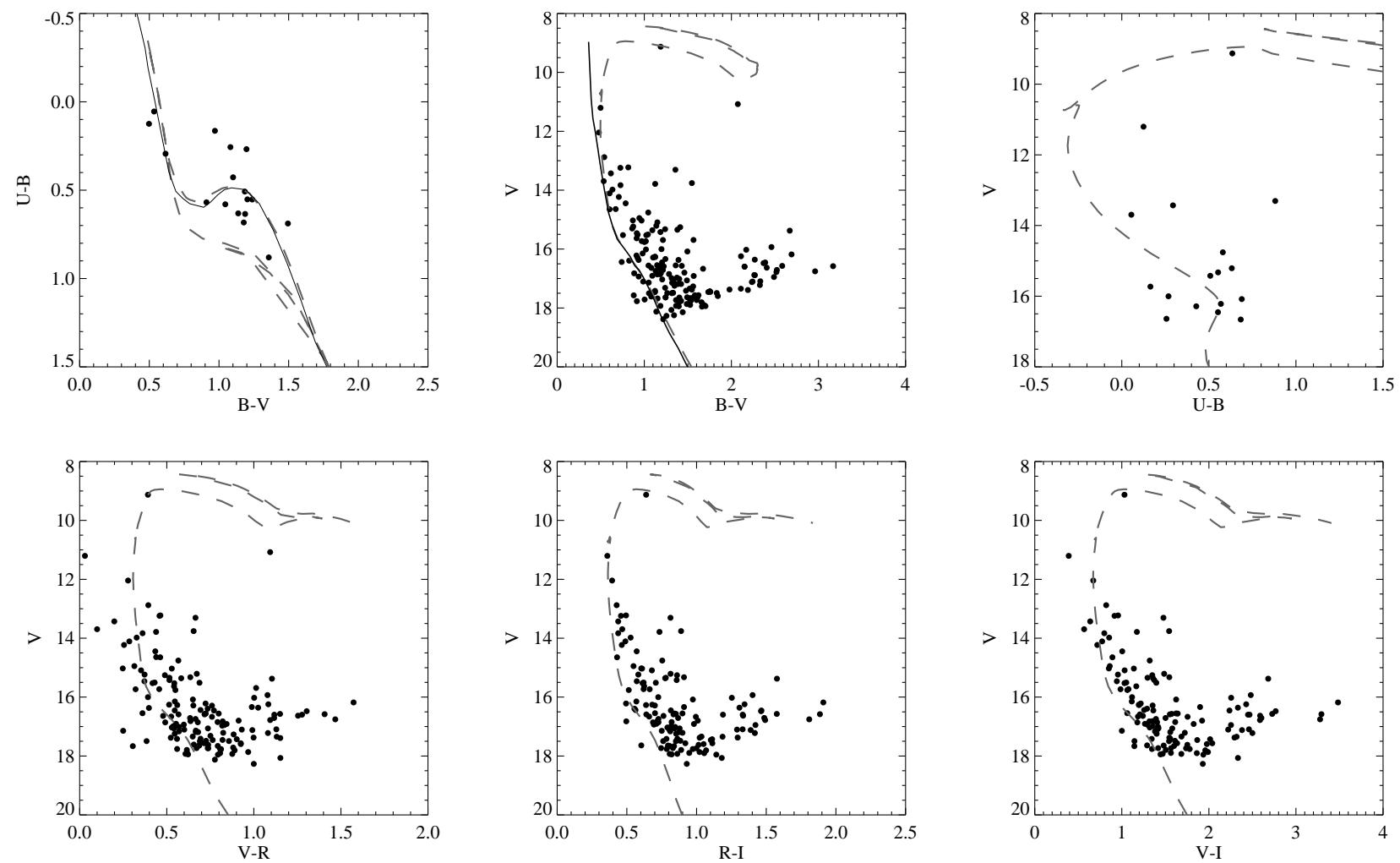


Figura 4.29: Diagramas fotométricos para o aglomerado ESO 332-20. Os ajustes correspondem a  $E_{(B-V)} = 0.69$  mag,  $d = 2540$  pc e  $\log t = 7.55$  anos.

## 4.14 Loden 1202

Para o aglomerado Loden 1202 não foram obtidas imagens nas bandas R e I e, portanto, apresentamos apenas os diagramas fotométricos construídos a partir dos dados nas bandas U, B e V. Nossos diagramas são mostrados na Figura 4.31 e o mapa da região do aglomerado pode ser visto na Figura 4.30.

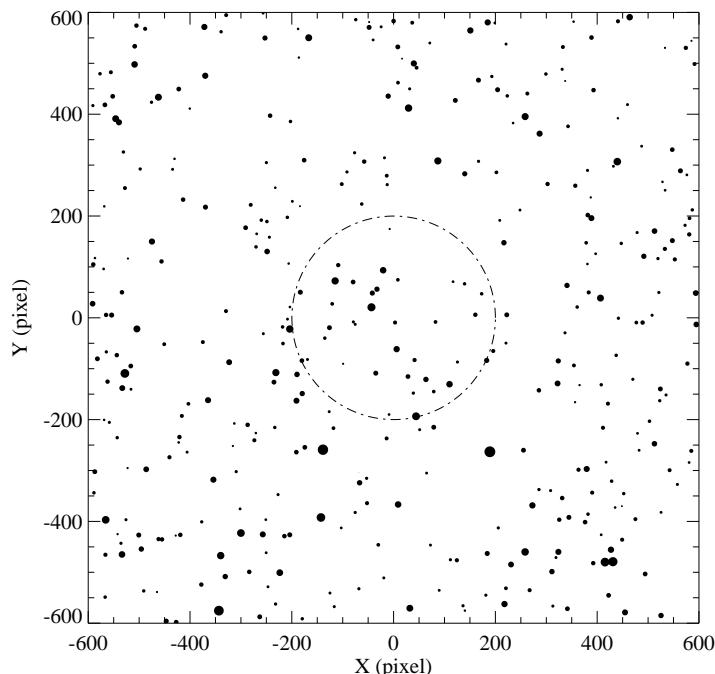


Figura 4.30: Mapa do campo do aglomerado Loden 1202, gerado a partir da lista de estrelas mostradas no CMD. O círculo tracejado indica a região do aglomerado. A escala de placa é igual a 0.600 segundos de arco por pixel. O leste aponta para cima e o norte aponta para a esquerda na figura.

Nenhuma sequência pode ser detectada de maneira óbvia no TCD. A distribuição das estrelas apresenta um grande espalhamento e isso dificulta a determinação do excesso de cor. Essa dispersão pode ser devido ao efeito do avermelhamento diferencial, mas, essa suposição não pode ser comprovada devido à falta de estrelas mais brilhantes no TCD. Mesmo selecionando apenas estrelas pertencentes a região do aglomerado, com  $7'$ , indicada por um

círculo tracejado na Figura 4.30, os pontos no TCD ainda apresentam um espalhamento significativo, embora um pequeno traço da sequência principal comece a aparecer. Se considerarmos apenas as estrelas em uma região de  $4'$  no centro do aglomerado, então a sequência principal pode ser visualizada satisfatoriamente e obtém-se  $E_{(B-V)} = 0.39$  mag. Nos CMDs, o ajuste da ZAMS fornece uma distância de 780 pc e os dados são bem ajustados por uma isócrona com  $\log t = 8.55$  anos.

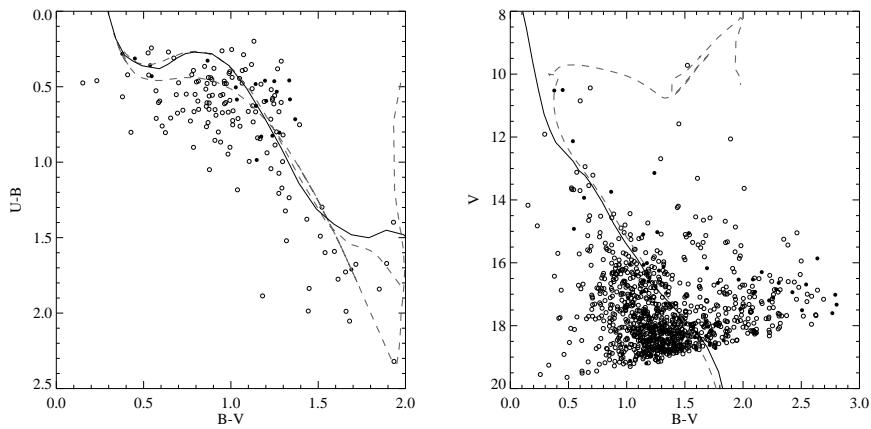


Figura 4.31: Diagramas fotométricos para o aglomerado Loden 1202. Os ajustes correspondem a  $E_{(B-V)} = 0.39$  mag,  $d = 780$  pc e  $\log t = 8.55$  anos.

A dispersão dos pontos na parte inferior dos CMDs indica que o campo do aglomerado é bastante contaminado por estrelas intrusas e isso torna impossível dizer qualquer coisa sobre a presença de estrelas de baixa massa no aglomerado. Não há um número suficiente de estrelas na parte superior dos CMDs, onde estão as estrelas mais brilhantes, portanto, não se pode saber se há uma sequência formada por estrelas binárias.

As componentes do MPM de Loden 1202 não podem ser obtidas diretamente, sem qualquer tipo de análise subjetiva, devido à forte contaminação por estrelas de campo. Algumas restrições foram adotadas com o objetivo de eliminar a maior quantidade possível dessas estrelas. Em primeiro lugar, o TCD e os CMDs foram refeitos considerando apenas as estrelas em uma região pequena na parte central do aglomerado. Então as estre-

las mais brilhantes foram selecionadas e cada uma foi analisada para que pudessemos eliminar possíveis intrusas remanescentes na amostra. As componentes do MPM obtidos desse modo, valem,  $\mu_\alpha \cos \delta = -11.60 \pm 0.52$  e  $\mu_\delta = -2.85 \pm 0.59$  msa ano<sup>-1</sup>, respectivamente. Enfatizamos, contudo, que esses valores não são confiáveis e não concordam com os valores fornecidos pelo método estatístico, o qual é considerado preferível nesse caso. Os valores na Tabela 4.1 foram obtidos pelo método estatístico.

## 4.15 Ruprecht 133

O TCD e os CMDs para as estrelas do campo do aglomerado Ruprecht 133 são mostrados na Figura 4.33 e o mapa da região é apresentado pela Figura 4.32.

Como pode ser visto na Figura 4.33, os diagramas são dominados por estrelas de campo, as quais produzem um grande espalhamento na região inferior dos CMDs. O TCD não apresentou nenhum efeito relevante do avermelhamento diferencial e obteve-se  $E_{(B-V)} = 0.30$  mag. Nos CMDs, a sequência principal pode ser identificada facilmente na região superior, onde estão as estrelas mais brilhantes, e nenhuma sequência de estrelas binárias pode ser detectada. Não podemos afirmar nada sobre as estrelas de baixa massa no aglomerado devido à presença de uma rica população de estrelas de campo que impede que visualizemos a sequência principal na parte inferior dos CMDs.

A distância determinada através do MSF é igual a 1670 pc e a isócrona que se ajustou melhor aos dados é aquela para  $\log t = 8.50$  ( $\sim 316$  milhões de anos). Foram selecionadas estrelas, membros fotométricos do aglomerado, ao longo dessa isócrona e as componentes do MPM com base nesses dados valem, respectivamente,  $\mu_\alpha \cos \delta = -3.6 \pm 2.0$  e  $\mu_\delta = -3.2 \pm 1.1$  msa ano $^{-1}$ .

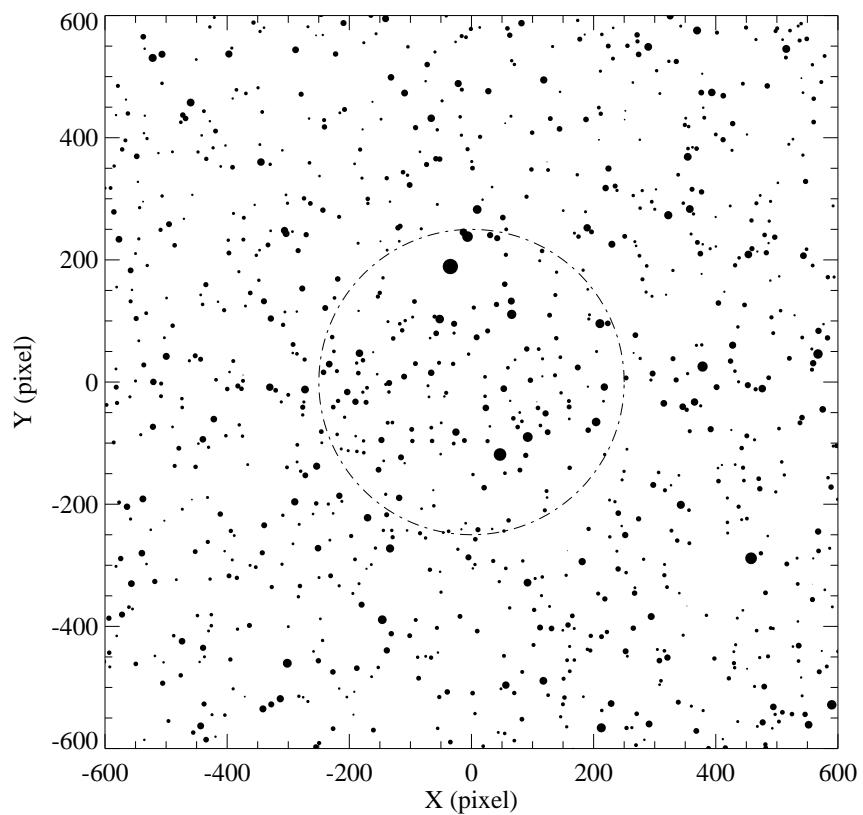


Figura 4.32: Mapa do campo do aglomerado Ruprecht 133 gerado a partir da lista de estrelas mostradas no CMD. O círculo tracejado indica a região do aglomerado. A escala de placa é igual a 0.600 segundos de arco por pixel. O leste aponta para cima e o norte aponta para a esquerda na figura.

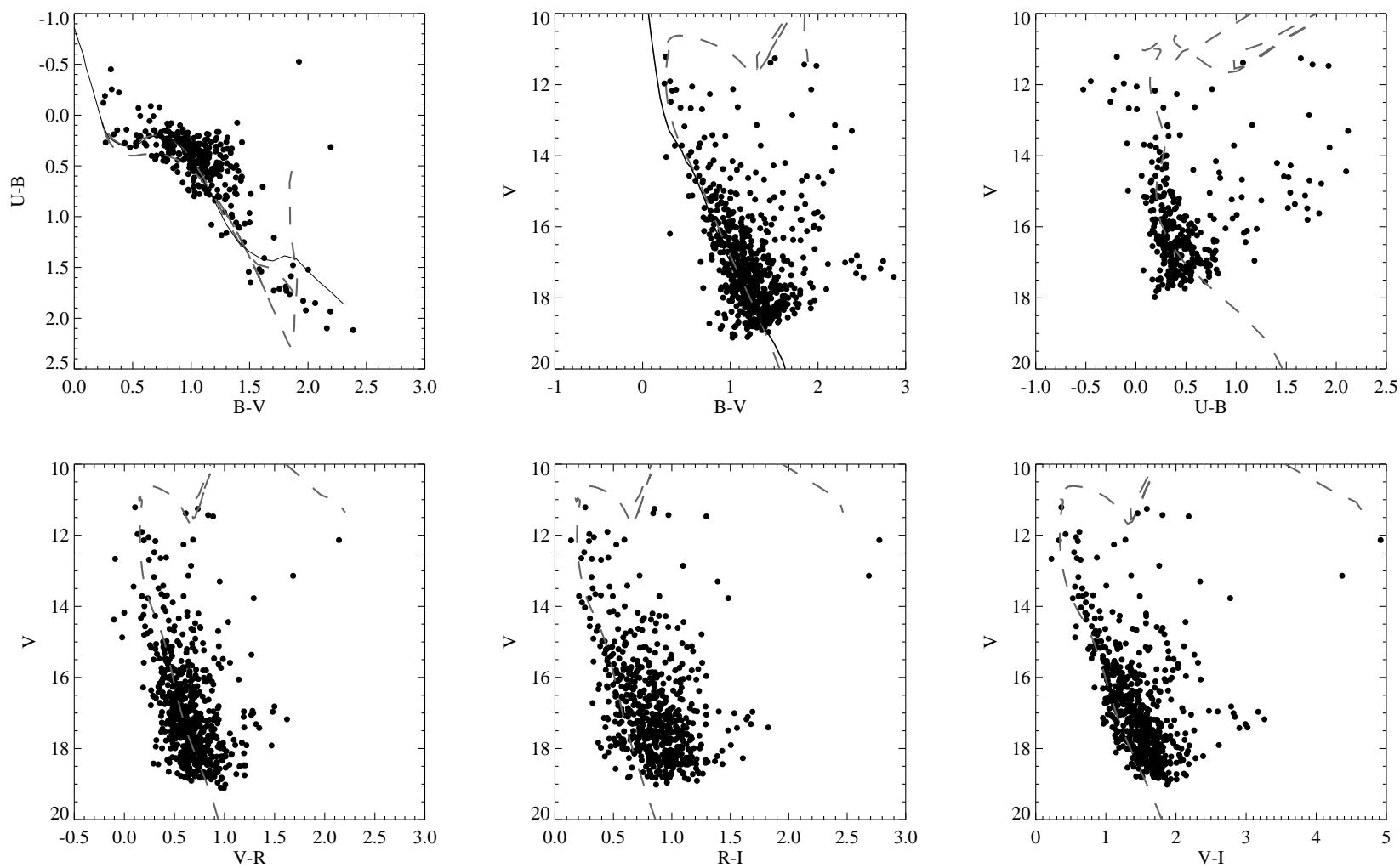


Figura 4.33: Diagramas fotométricos para o aglomerado Ruprecht 133. Os ajustes correspondem a  $E_{(B-V)} = 0.30$  mag,  $d = 1670$  pc e  $\log t = 8.50$  anos.

# Capítulo 5

## Conclusões e perspectivas futuras

Foram analisados, no total, 15 aglomerados abertos selecionados a partir do catálogo DAML02, com base nas suas coordendas e diâmetro aparente. Excepto para o caso do aglomerado aberto ESO 275-01, não se tem conhecimento de nenhum estudo anterior para esses objetos, sendo que a única exceção foi estudada por Caetano (2007).

Os dados desse trabalho foram adquiridos com o telescópio de 0.6 m (Boller & Chivens) do Observatório do Pico dos Dias, com o CCD 106, nas bandas UBVRI do sistema Johnson-Cousins. A comparação dos nossos resultados com aqueles apresentados por Caetano (2007) no estudo do ESO 275-01 revelam que é possível realizar fotometria absoluta, com boa precisão, utilizando o telescópio do IAG no OPD.

Para a realização de trabalho foram desenvolvidas importantes ferramentas para pré-redução e redução fotométrica e astrométrica de forma mais amigável e automática possível. Isso possibilitou analisar de forma eficiente e sistemática centenas de imagens CCDs obtidas nas 4 noites de observações apresentadas. Além disso, podemos ressaltar que todos os procedimentos foram validados em comparações com reduções realizadas de forma tradicional através do IRAF. Finalmente quanto a esse ponto, lembramos que a utilização dessas ferramentas já foi também testada para dados obtidos com

outros telescópios em outros observatórios, o que possibilita a sua utilização em maior escala ainda.

A solução astrométrica do *Astrometry* apresenta uma precisão típica de até 100 msa e isso permite que nossos dados sejam correlacionados com os dados de catálogos como o UCAC3 e o 2MASS, ou qualquer outro catálogo. O método aplicado na astrometria constitui uma versão preliminar do programa e alterações no código já estão sendo aplicadas para que sua execução seja mais rápida e eficiente. Nessa nova versão o programa realizará apenas o *teste de escala* que deve considerar parâmetros adicionais, que permitam determinar de uma só vez, a escala, a orientação e o deslocamento da imagem observada com relação à imagem de referência, constituída de uma projeção gnomônica dos dados do UCAC3.

Uma vez realizada a astrometria, pode-se agregar informação aos nossos resultados, fornecidas por catálogos. Nesse trabalho as informações do UCAC3 (fotometria em JHKs e movimentos próprios) foram acrescentadas, o que permitiu, posteriormente, o estudo das características cinemáticas dos aglomerados e análise de diagramas cor-cor e cor-magnitude no infra-vermelho próximo. A disponibilidade dessas informações contribuiu para que os parâmetros físicos fossem determinados através de um método mais robusto, que considera, além dos diagramas fotométricos, as informações cinemáticas.

A análise dos dados foi feita com auxílio do programa MSFP, que torna o procedimento do MSF muito mais prático e oferece diversos recursos que conferem precisão à análise. O programa permite que vários diagramas fotométricos sejam exibidos simultaneamente, inclusive diagramas com dados do infra-vermelho próximo, e possui todos os dados da ZAMS de Schmidt-Kaler (1982) e das isócronas de Girardi et al. (2000). O programa permite a interação do usuário com a sua interface, de modo que ele pode selecionar pontos dos diagramas para análise das informações relacionadas. Um aspecto importante é que o MSFP emprega de maneira articulada, as informações cinemáticas e fotométricas, auxiliando no MSF. Os resultados da nossa análise

são apresentados sumariamente na Tabela 4.1.

O ajuste com MSFP é feito de maneira subjetiva, considerando o melhor ajuste em vários diagramas fotométricos simultaneamente e também utilizando as informações cinemáticas para identificar estrelas de campo. Apesar de todos os critérios adotados, os resultados obtidos a partir desse método não são rigorosamente homogêneos, visto que as análises podem diferir de uma pessoa para outra. Mesmo uma única pessoa pode obter resultados diferentes se o procedimento for repetido por ela. É claro que as variações são pequenas e encontram-se dentro dos erros estimados. Para assegurar que os resultados sejam homogêneos, independentemente da pessoa ou do objeto analisado, nosso grupo investe na construção de um algoritmo capaz de realizar o MSF automaticamente (Monteiro et al. 2009b), o qual deve ser aplicado para os estudos futuros.

Alguns casos estudados foram considerados objetos duvidosos pela inspeção de imagens do DSS (Dias et al. 2002) e foram analisados segundo o método utilizado por Carraro et al. (2005) na identificação de possíveis remanescentes de aglomerados abertos, o qual baseia-se na análise do VPD. O método é subjetivo e nem sempre os critérios da decisão estão claros. Por esse motivo, nosso grupo iniciou uma série de testes que pretendem verificar a possibilidade de se usar o método Kolmogorov-Smirnov (Press et al. 1992) na comparação dos VPDs do campo do aglomerado e do campo de controle, eliminando assim a subjetividade do processo. A análise do VPD sugere que os objetos ESO 137-23, ESO 335-05, ESO 065-07 e ESO 281-24 não são aglomerados abertos.

O MPM do aglomerado foi determinado, preferencialmente, a partir dos dados de estrelas consideradas membros fotométricos. Para a maioria dos casos o resultado concorda com aquele fornecido pelo método estatístico de Zhao & He (1990). Para dois casos em particular, a seleção fotométrica foi considerada inapropriada. São os casos dos aglomerados Ruprecht 170 e Loden 1202, para os quais o resultado estatístico foi adotado.

Alguns aglomerados como Ruprecht 117, Ruprecht 176, Ruprecht 112,

Ruprecht 170, Ruprecht 133 e ESO 134-12 apresentaram algum grau de avermelhamento diferencial, indicado pelo espalhamento nos pontos no TCD e nos CMDs desses objetos. Os CMDs do aglomerado ESO 275-01 apresentaram claramente a sequência principal do aglomerado e a parte inferior dos diagramas, ocupado pelas estrelas mais fracas, possui um espalhamento considerado pequeno, comparado aos outros objetos. Isso sugere que o aglomerado pode estar em frente a uma nuvem molecular que bloqueia a luz das estrelas de fundo. Por esse motivo, esse é um ótimo candidato ao estudo de aspectos evolutivos em estrelas de baixa massa.

Os resultados desse trabalho indicam que é possível realizar fotometria absoluta, com precisão satisfatória, utilizando o telescópio de 0.6 m do OPD. Tendo isso em mente, nosso grupo submeteu um pedido de tempo ao OPD no qual dezenas de aglomerados abertos deverão ser observados com esse telescópio, sendo que 20 noites foram concedidas para o primeiro semestre de 2010. Objetos mais fracos deverão integrar a amostra de aglomerados abertos a serem observados com grandes telescópios.

# Apêndice A

## O programa *HeadX*

Um procedimento bastante comum durante e após as observações refere-se à correção de informações nos *headers* das imagens astronômicas. Tradicionalmente, essa correção é feita com auxílio das rotinas do IRAF, que requerem muitos comandos e devem ser aplicadas em cada *header*. Existem, evidentemente, maneiras alternativas que permitem que todos os *headers* sejam corrigidos de uma só vez, entretanto, todas elas envolvem programação e isso é inviável na maioria dos casos. Além do mais, as ferramentas desenvolvidas dessa forma tornam-se muito específicas.

O programa *HeadX* foi construído pelo nosso grupo de pesquisa para permitir que as informações dos *headers* pudessem ser editadas de maneira prática, sem que seja necessário conhecer qualquer conceito de programação. O programa foi construído utilizando a IDL (*Interactive Data Language*), a qual oferece uma série de recursos úteis à construção de interfaces gráficas, e está disponível para uso em plataforma Windows e Linux.

Uma descrição detalhada de todos os recursos disponíveis no *HeadX* é desnecessária, uma vez que a grande maioria é constituída de funções básicas com as quais os usuários estão familiarizados. Apenas uma descrição das ferramentas mais relevantes será feita aqui.

A interface do programa é mostrada na Figura A.1. Como pode ser visto na figura, o elemento central do programa é uma planilha de dados onde são

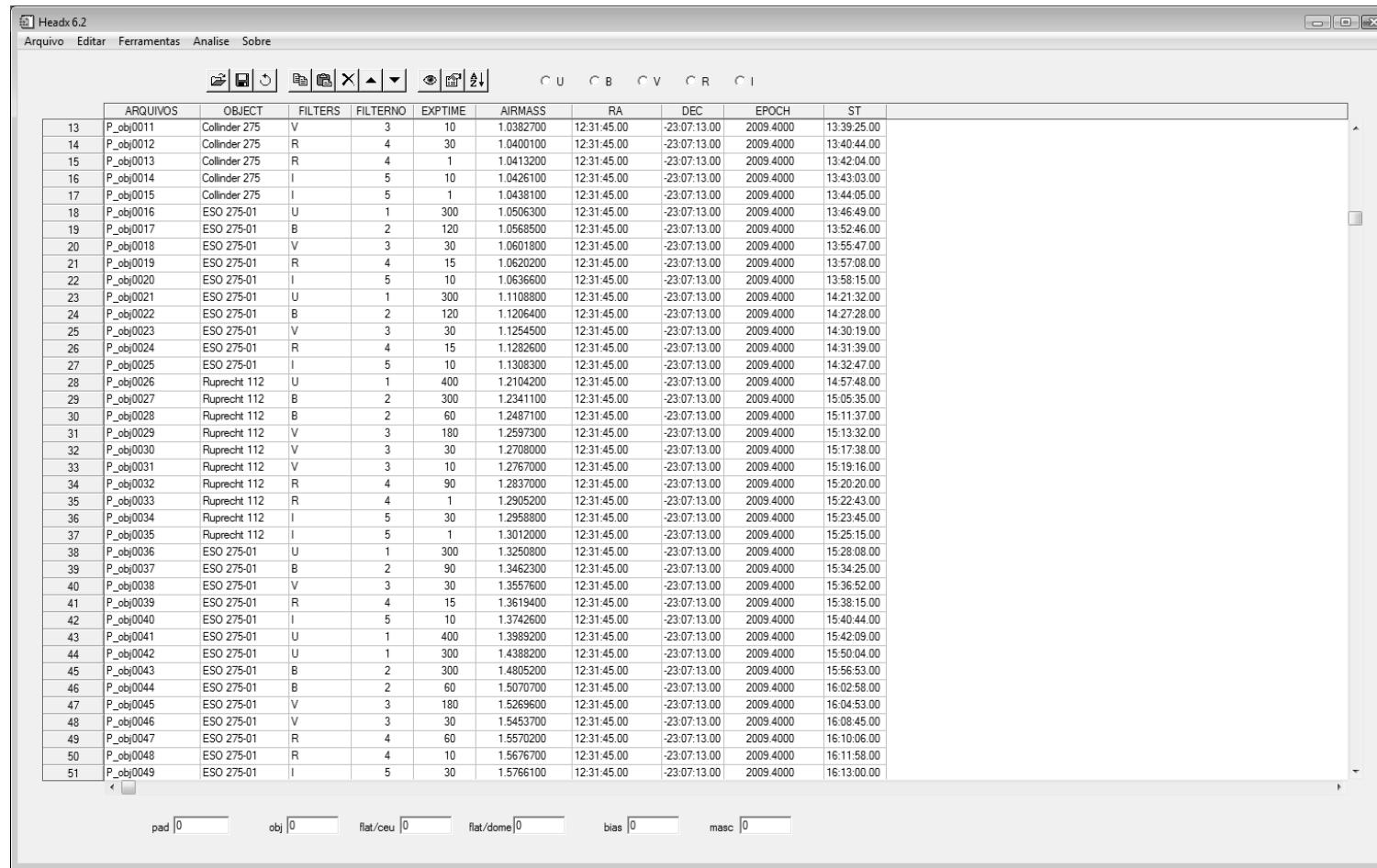
exibidas as informações dos *headers*. O usuário pode escolher as informações que deseja que sejam exibidas, sendo que cada coluna representa um campo do *header* e cada linha contém as informações escolhidas previamente, para uma mesma imagem. As informações podem ser alteradas na planilha normalmente, sendo que, ao fazer isso, elas não são gravadas nos *headers*. É preciso que o usuário aplique as modificações definitivamente através do menu *Arquivo - Salvar modificações nos headers*.

As ferramentas usuais para manipulação da planilha estão disponíveis, como as funções *copiar* e *colar*, as funções de redimensionamento e as funções de posicionamento entre muitas outras. Basta que o usuário selecione um diretório contendo as imagens astronômicas, através do menu *Arquivo - Carregar imagens*, para que o programa leia todos os *headers* e mostre as informações desejadas na planilha.

O programa foi configurado para exibir certos campos inicialmente, que são campos chave nos *headers*. Mas o usuário pode inserir ou remover colunas da planilha através do menu *Ferramentas*. No caso da opção *Ferramentas - Inserir colunas*, a caixa de diálogo da Figura A.2 é exibida, contendo uma lista dos campos disponíveis nos *headers* e opções para o tipo de dados desse campo. Essa é uma questão particularmente importante pois o tipo de dado define o seu formato no *header*. Por exemplo, dados tipo *string* são inseridos no *header* entre aspas, enquanto os dados numéricos, como dados tipo *float* e *double*, não são. Essa sintaxe é importante do ponto de vista computacional e não pode ser desprezada.

O menu *Editiar - Editar campos do header* é um comando para que a caixa de diálogo da Figura A.3 seja exibida. Uma lista com os campos presentes no *header* é exibida do lado direito e três opções estão disponíveis do lado esquerdo: *inserir*, *trocar* ou *remover* um campo do header. O uso dessas funções é bastante intuitivo e dispensa maiores explicações.

Alterar o nome dos campos no *header*, ou mesmo inserir alguns campos, é um recurso muito útil quando se trabalha com dados fornecidos por mais de um telescópio. Cada um pode possuir sistemas de nomenclaturas diferentes

Figura A.1: Interface do programa *HeadX*

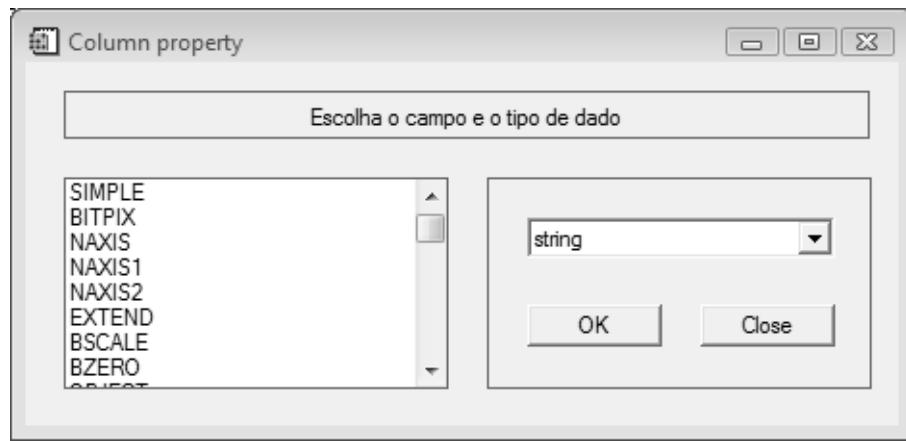


Figura A.2: Caixa de diálogo *inserir coluna*

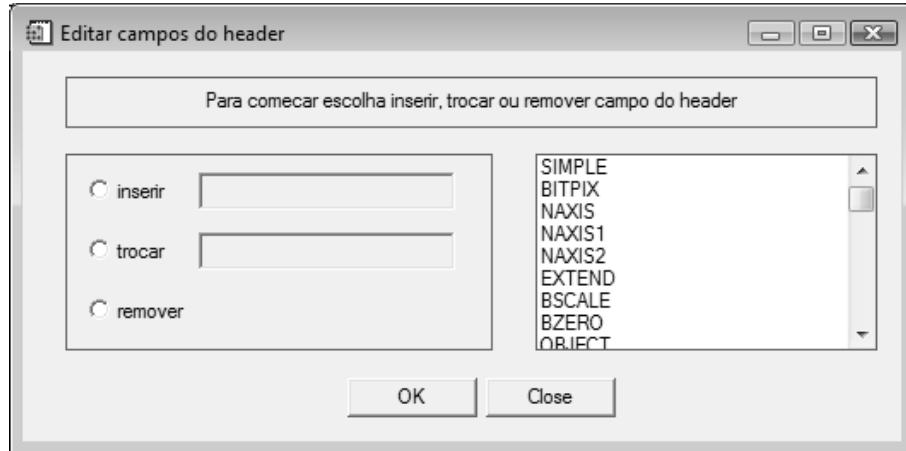


Figura A.3: Caixa de diálogo *Editar campos do header*

e isso, por exemplo, tornaria impossível a aplicação do nosso *pipeline* de redução de dados porque ele se baseia nas informações dos *headers* para identificar as imagens (*bias*, *flat field* e do céu). Sendo assim, antes de iniciar o nosso procedimento automático de redução, é fundamental padronizar os *headers* das imagens e isso implica, algumas vezes, alterar a nomenclatura dos campos.

O *HeadX* oferece muito mais que simples recursos de edição dos *headers*. Estão disponíveis ferramentas de análise visual e estatística das imagens, além de conexão à internet e visualização do header completo.

Selecionando-se uma célula ou uma linha da planilha, a imagem pode ser visualizada através do menu *Ferramentas - Visualizar imagem*, que exibe a caixa de diálogo da Figura A.5. Ao percorrer a imagem com o cursor do *mouse*, o número de contagens e as respectivas coordenadas, no sistema de referência do CCD, são exibidas na caixa, juntamente com uma estatística das contagens do céu. Clicando em algum ponto da imagem, um gráfico de superfície é exibido (Figura A.4), mostrando no número máximo de contagens em uma pequena região em torno do ponto escolhido. É possível também fazer a identificação das estrelas que possuem determinado valor para o *sharpness* e para o *roundness* (Ver Seção 2.2.6). Dado um intervalo para cada um desses parâmetros, o programa verifica a imagem em busca de estrelas que possuam *sharpness* e *roundness* pertencentes a esse intervalo e as indica na imagem por meio de círculos. Essa é uma análise fundamental e serve como subsídio à escolha dos melhores valores desses parâmetros para serem utilizados no momento da escolha das estrelas para comporem a PSF no *AutoStarfinder*.

Algumas vezes pode ser útil comparar a imagem observada com uma imagem de referência, para termos certeza que o apontamento do telescópio foi feito de maneira correta. Por esse motivo, implementamos no *HeadX* uma ferramenta que obtém diretamente da base de dados do DSS, uma imagem da região observada, no óptico. Esse recurso utiliza as coordenadas equatoriais e a época da observação registradas no *header*.

Talvez o recurso mais importante do *HeadX* seja o *pipeline* de redução de dados (Ver Seção 2.2.5), uma rotina escrita pelo nosso grupo de trabalho que aplica as correções descritas nas Seções de 2.2.1 a 2.2.4, automaticamente. Para que isso seja possível, os *headers* devem conter determinadas informações que são lidas pelo *pipeline* durante o processamento das imagens. Portanto, fica clara a importância do *HeadX* para o nosso procedimento de redução de dados.

Todos os recursos disponibilizados pelo *HeadX* fazem com que sejamos capazes de aplicar o nosso procedimento de redução à imagens de qualquer

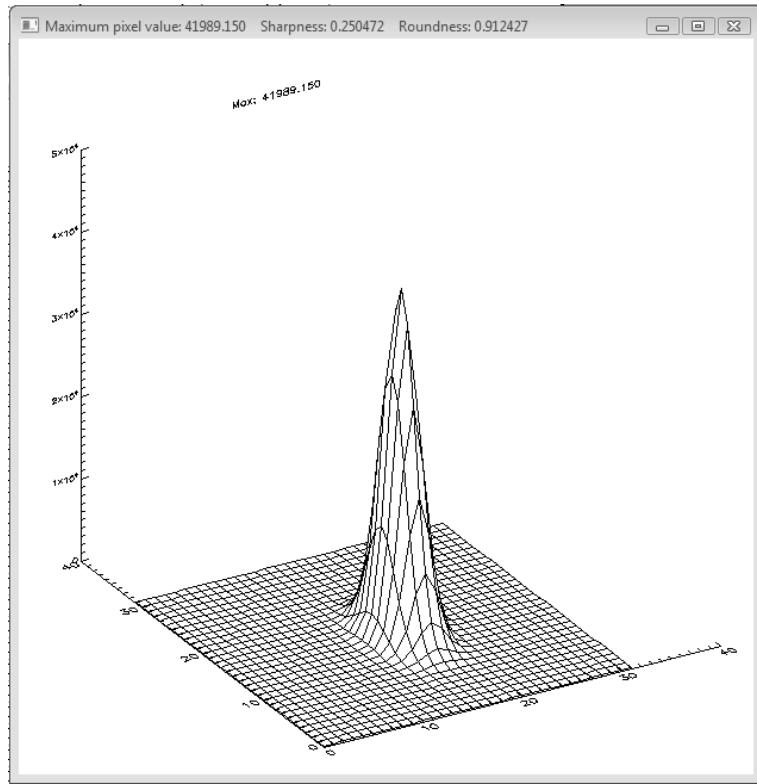


Figura A.4: Gráfico de superfície feito pelo *HeadX*.

observatório. Evidentemente, as etapas posteriores à redução ficam condicionadas aos procedimentos adotados na observação. Mas, a fotometria e a astrometria podem ser realizadas sem problema algum.

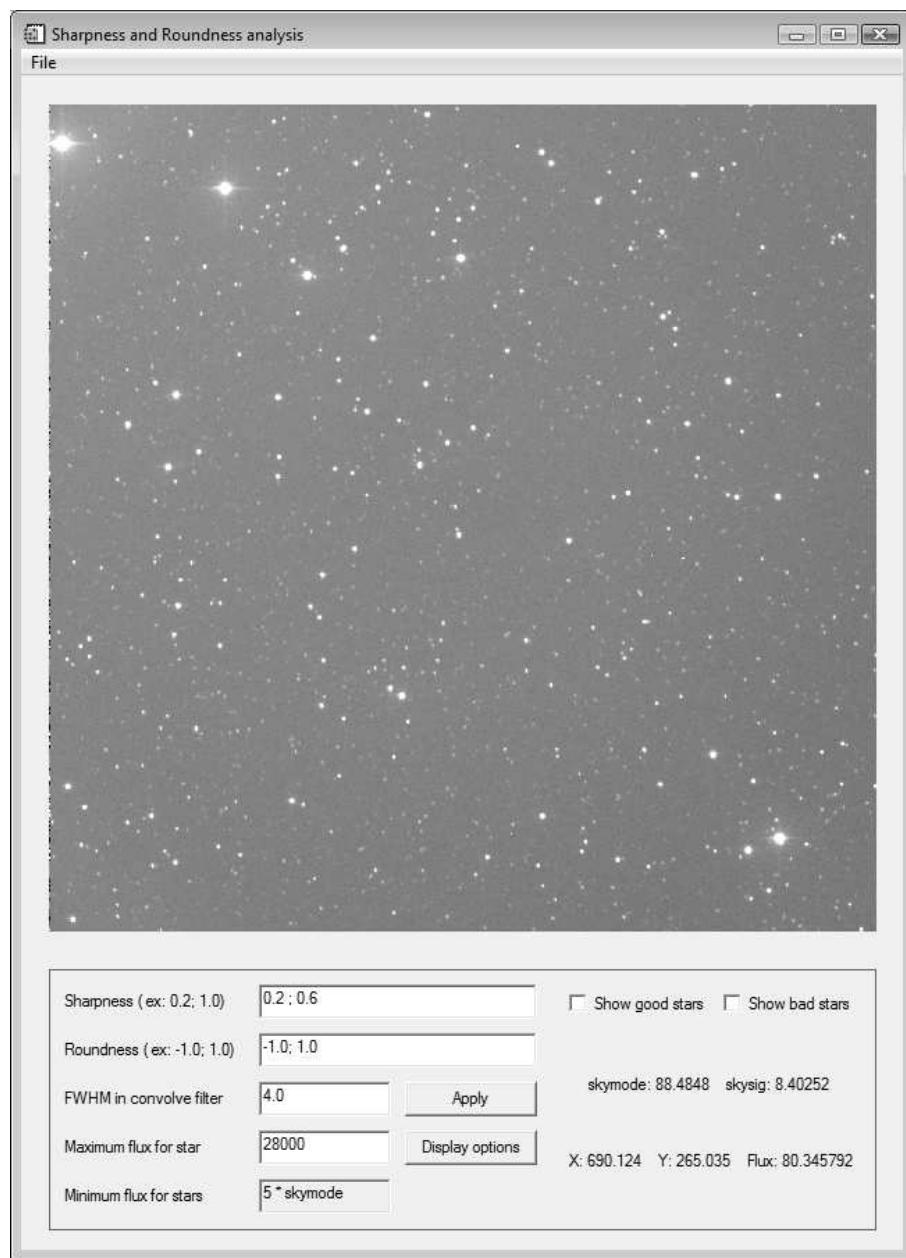


Figura A.5: Caixa de diálogo *Visualizar imagens*

## Apêndice B

### O *Main Sequence Fitting Program* (MSFP)

A necessidade de iterar o ajuste da ZAMS e da isócrona nos diagramas cor-cor e cor-magnitude torna o procedimento do MSF uma prática exaustiva, ainda mais quando se tem um volume muito grande de dados a serem analisados. Por esse motivo nosso grupo construiu um programa em IDL que visa agilizar a aplicação do método, o *Main Sequence Fitting Program* (MSFP).

O MSFP é um ambiente gráfico em que os diagramas cor-cor e cor-magnitude podem ser exibidos da maneira que o usuário desejar. Pode-se visualizar diversos diagramas simultaneamente, ou cada um, separadamente. O programa contém os dados das isócronas de Girardi et al. (2000) (para metalicidade solar e para estrelas de baixa massa e massa intermediária, até  $7 M_{\odot}$ ) e da ZAMS de Schmidt-Kaler (1982). O procedimento do MSF é feito de maneira prática e rápida, através de comandos definidos por teclas de atalho. A interface do programa é mostrada na Figura B.1.

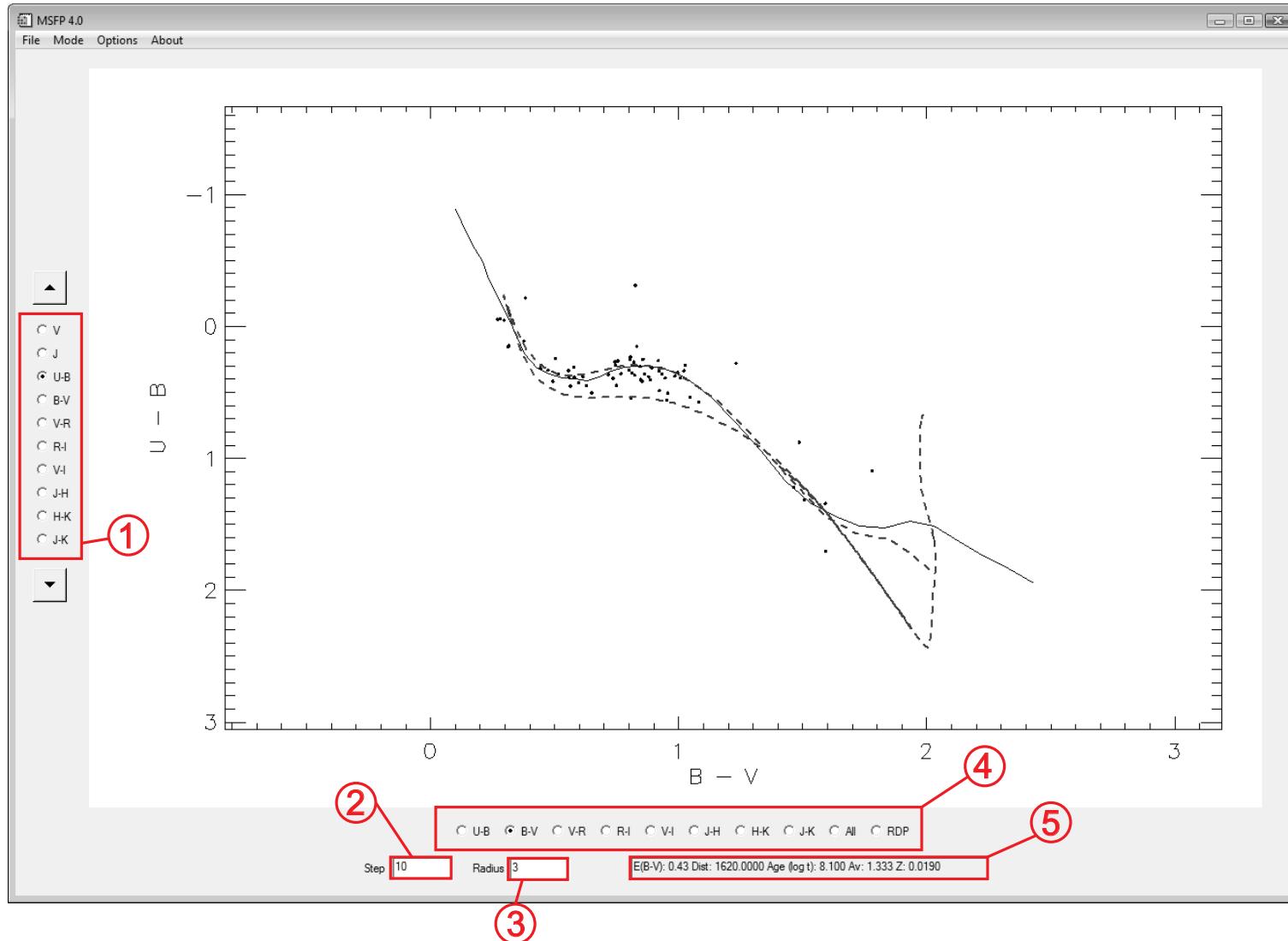


Figura B.1: Interface do MSFP. Alguns elementos foram enumerados para facilitar a nossa referência

A escala dos diagramas pode ser alterada facilmente. Basta o usuário posicionar o cursor sobre uma região do gráfico e pressionar as teclas “I” ou “O” para aumentar e diminuir, respectivamente, a resolução da escala. A função para redimensionar a escala foi feita de forma que para cada região do diagrama, em que o cursor encontra-se, tem-se uma resposta diferente. Para alterar ambas as escalas, vertical e horizontal, por exemplo, o cursor deve estar posicionado próximo ao canto do diagrama.

As cores e magnitudes representadas em cada escala podem ser escolhidas pelo usuário entre as opções mostradas nos itens (1) e (4) da Figura B.1. Note que estão disponíveis as cores obtidas a partir da fotometria em UBVRI, do sistema Johnsons-Cousins, e em JHKs, do sistema 2MASS. Na escala vertical, particularmente, estão disponíveis duas opções para a magnitude,  $V$  e  $J$ . No item (4) há ainda duas opções que não têm relação com a escala dos diagramas fotométricos, a opção *All* e a opção *RDP*.

A opção *All* significa que o programa deve exibir, lado a lado, vários diagramas escolhidos previamente pelo usuário, como pode ser visto na Figura B.2, e a opção *RDP* exibe o perfil radial de densidade obtido a partir dos dados fotométricos na banda  $V$ . Contudo, essa função é válida apenas depois que as coordenadas centrais do campo são fornecidas. Há uma rotina no MSFP que busca essas informações no catálogo DAML02 e que se baseia no nome do arquivo de entrada. Se o arquivo de entrada possui um nome diferente do nome do objeto, um aglomerado aberto no caso, ele não será encontrado no catálogo, evidentemente. Quando isso acontece as coordenadas equatoriais do objeto em questão devem ser informadas através da caixa de diálogo mostrada na Figura B.3, que pode ser exibida através do menu *Options - Set field coordinates*.

Com base no RDP do campo pode-se definir um raio para o objeto. Essa opção é bastante útil tendo em vista que comumente os objetos observados possuem dimensões menores que as dimensões do campo de visão. O MSFP seleciona as estrelas nessa região, determinada pelo raio escolhido, e refaz os diagramas considerando apenas os dados dessas estrelas. Na maioria dos

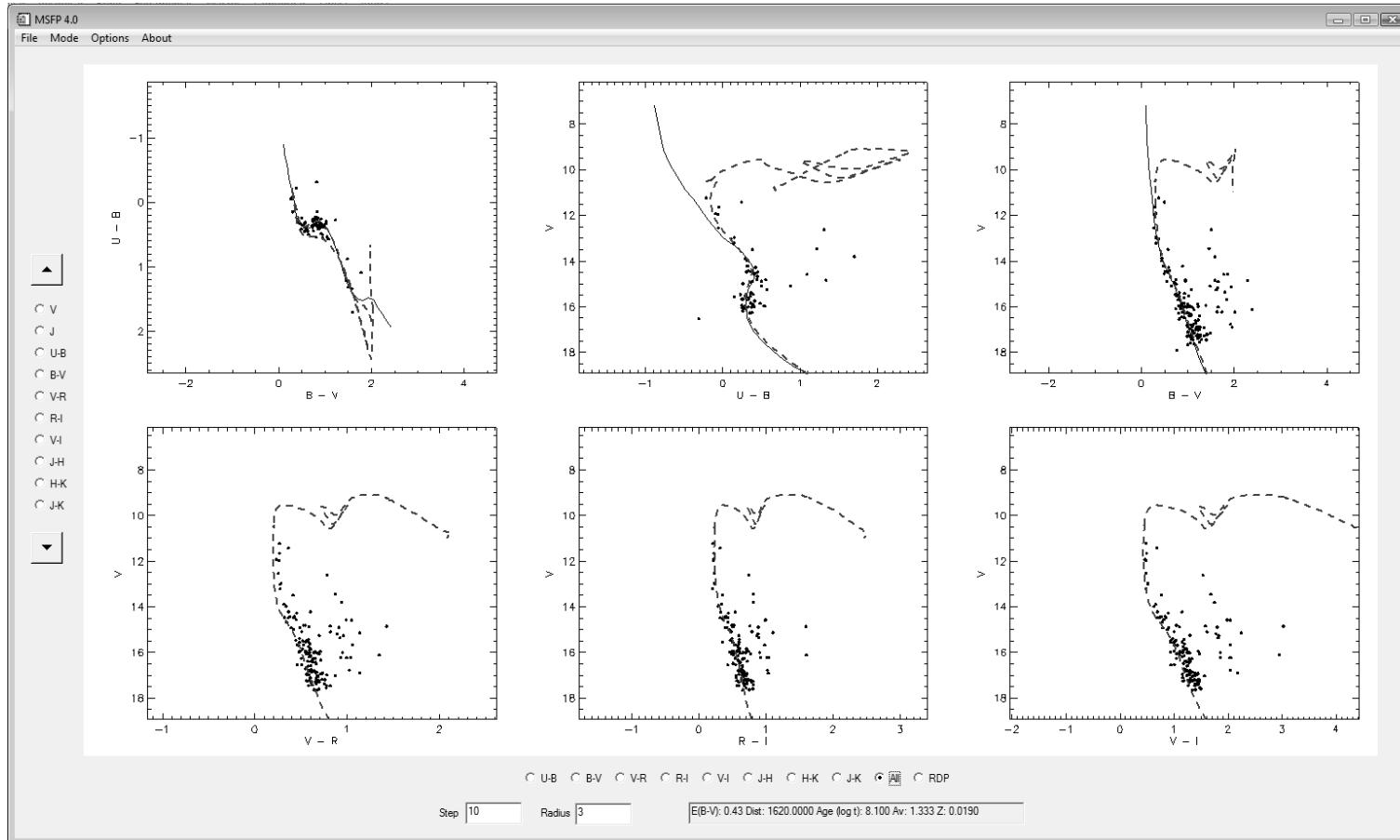


Figura B.2: Interface do MSFP com vários diagramas

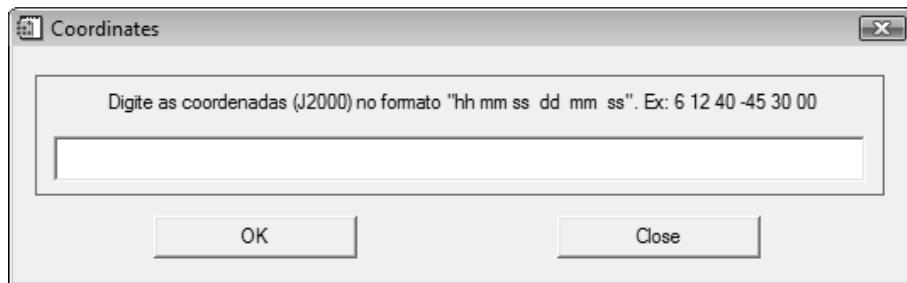


Figura B.3: Caixa de diálogo *coordinates*

casos analisados nesse trabalho essa ferramenta foi importante, pois, só após definir apropriadamente o raio do objeto é que se pôde identificar a sequência principal do aglomerado. Os valores para o raio podem ser definidos diretamente da interface do programa, através do item (3) da Figura B.1.

O procedimento do MSF utilizando o MSFP segue basicamente alguns passos, que são: (i) carregar os dados do campo, (ii) determinar o excesso de cor a partir do diagrama cor-cor, (iii) determinar a distância a partir dos diagramas cor-magnitude, (iv) determinar a idade e (v) determinar os movimentos próprios.

Os dados do campo são carregados através do menu *File - Load field data*, que solicita ao usuário que selecione o arquivo com as informações. Os dados são exibidos nos diagramas e procede-se à determinação do excesso de cor. Para isso, o usuário deve informar ao programa que deseja aumentar, ou diminuir, os valores do excesso de cor. Isso é feito selecionando-se a opção *Reddening* no menu *Mode*.

Para alterar os valores do excesso de cor e conferir o respectivo ajuste no diagrama cor-cor, o usuário utiliza as teclas de atalho *Ctrl + Up* e *Ctrl + Down*, e o excesso de cor é aumentado ou diminuído, respectivamente, de uma quantidade igual aquela definida no item (2) da Figura B.1. Pode ser conveniente modificar o valor do passo do ajuste, bastando digitar o valor desejado no item (2) da interface. A determinação das distância e idade são feitas de modo análogo. Antes, contudo, o usuário deve selecionar as respectivas opções no menu *Mode*. O valor de cada parâmetro é exibido na interface, no item (5) da Figura B.1.

Após a isócrona ter sido ajustada, a determinação do movimento próprio médio do aglomerado é feita com base nos movimentos próprios das estrelas consideradas membros fotométricos. A seleção dessas estrelas é feita no diagrama através da tecla “M”, que exibe um círculo centrado no ponto onde a tecla foi pressionada. Mas antes o usuário deve selecionar a opção *Selection Mode* no menu *Mode*. A Figura B.4 mostra uma sequência desses círculos colocada ao longo da isócrona ajustada no caso do ESO 275-01. Para apagar a seleção feita basta pressionar a tecla “C”.

Selecionando a opção *Proper Motion Mask*, o programa vai calcular a média ( $\bar{\mu}_{\alpha,\delta}$ ) e o desvio padrão ( $\sigma$ ) dos movimentos próprios dos membros fotométricos, sendo que o processo é iterado para eliminar pontos muito distantes da média. Os pontos do diagrama que possuírem movimentos próprios dentro do intervalo  $[\bar{\mu}_{\alpha,\delta} - 3\sigma; \bar{\mu}_{\alpha,\delta} + 3\sigma]$  são destacados nos diagramas. Na Figura B.4, os círculos pretos representam esses pontos. Essa representação é muito útil pois é uma maneira de articular as informações fotométricas e as informações cinemáticas das estrelas do campo, auxiliando na análise subjetiva que deve acompanhar o MSF.

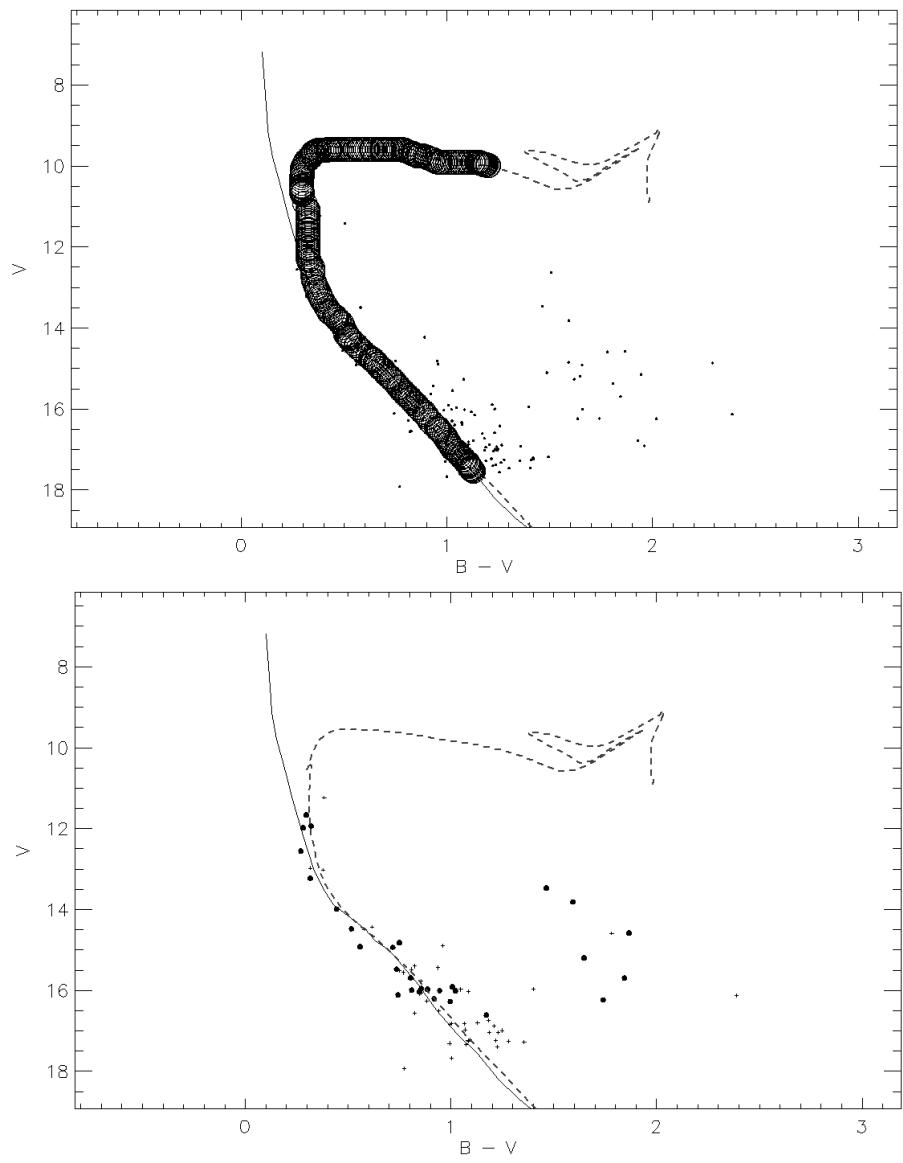


Figura B.4: *Figura superior:* Seleção de membros fotométricos com o MSFP. Uma sequência de círculos foi colocada sobre a isócrona ajustada. *Figura inferior:* As estrelas consideradas membros do aglomerado segundo o seu movimento próprio estão representadas por círculos pretos.

Todos os resultados podem ser registrados em arquivo através do menu *File - Save Results*. São inseridos no arquivo os valores obtidos para os parâmetros fundamentais (excesso de cor, distância e idade) e para os parâmetros cinemáticos (movimentos próprios e velocidade radial), além das respectivas incertezas determinadas segundo o método proposto por Phelps & Janes (1994).

# Apêndice C

## Diário de observações

Nesse apêndice apresentamos as tabelas contendo os diários das observações para as noites de 17, 18 e 19 de abril de 2009, e 10 de maio de 2009. As colunas têm o seguinte significado:

1. Nome do arquivo de imagem
2. Nome do campo observado
3. Filtro utilizado
4. Número de identificação do filtro (interno do OPD)
5. Tempo de exposição em segundos
6. Massa de ar da observação

Tabela C.1: Diário de observações para a noite de 17 de abril de 2009

Imagen	Campo	Filtro	Nº	Exp	X
obj0001	ESO447-SC29	U	1	600	1.32300
obj0002	ESO447-SC29	B	2	300	1.27600
obj0003	ESO447-SC29	V	3	180	1.25300
obj0004	ESO447-SC29	R	4	90	1.23600
obj0005	ESO447-SC29	I	5	60	1.22700
obj0006	ESO447-SC29	U	1	600	1.21900
obj0007	ESO447-SC29	B	2	300	1.17800
obj0008	ESO447-SC29	V	3	180	1.16100
obj0009	ESO447-SC29	R	4	90	1.15100
obj0010	ESO447-SC29	I	5	60	1.14500
obj0011	ESO447-SC29	U	1	600	1.13900
obj0012	ESO447-SC29	B	2	300	1.11300
obj0013	ESO447-SC29	V	3	180	1.10100
obj0014	ESO447-SC29	R	4	90	1.09200
obj0015	ESO447-SC29	I	5	60	1.08700
obj0016	ESO447-SC29	U	1	600	1.08300
obj0017	ESO447-SC29	B	2	300	1.06500
obj0018	ESO447-SC29	V	3	180	1.05600
obj0019	ESO447-SC29	R	4	90	1.05100
obj0020	ESO447-SC29	I	5	60	1.04800
obj0021	ESO447-SC29	U	1	600	1.04500
obj0022	ESO447-SC29	B	2	300	1.03200
obj0023	ESO447-SC29	V	3	180	1.02700
obj0024	ESO447-SC29	R	4	90	1.02300
obj0025	ESO447-SC29	I	5	60	1.02100
obj0026	ESO447-SC26	U	1	600	1.00700
obj0027	ESO447-SC26	B	2	300	1.00700
obj0028	ESO447-SC26	V	3	180	1.00700
obj0029	ESO447-SC26	R	4	90	1.00800
obj0030	ASCC93	U	1	300	1.37900
obj0031	ASCC93	B	2	180	1.34600
obj0032	ASCC93	V	3	120	1.32600
obj0033	ASCC93	R	4	90	1.31200

Continua na próxima página...

Imagen	Campo	Filtro	Nº	Exp	X
obj0034	ASCC93	I	5	60	1.30000
obj0035	Ruprecht179	U	1	60	1.15400
obj0036	Ruprecht179	U	1	600	1.15200
obj0037	Ruprecht179	B	2	30	1.14500
obj0038	Ruprecht179	B	2	240	1.14500
obj0039	Ruprecht179	V	3	20	1.14200
obj0040	Ruprecht179	V	3	120	1.14000
obj0041	Ruprecht179	R	4	10	1.13900
obj0042	Ruprecht179	R	4	90	1.13900
obj0043	Ruprecht179	I	5	10	1.13800
obj0044	Ruprecht179	I	5	60	1.13800
obj0045	ASCC93	U	1	300	1.14100
obj0046	ASCC93	B	2	180	1.12500
obj0047	ASCC93	V	3	120	1.11600
obj0048	ASCC93	R	4	90	1.10900
obj0049	ASCC93	I	5	60	1.10300
obj0050	ESO137-SC23	U	1	60	1.28200
obj0051	ESO137-SC23	U	1	60	1.28200
obj0052	ESO137-SC23	U	1	600	1.28200
obj0053	ESO137-SC23	B	2	30	1.28400
obj0054	ESO137-SC23	B	2	300	1.28500
obj0055	ESO137-SC23	V	3	30	1.28700
obj0056	ESO137-SC23	V	3	240	1.28800
obj0057	ESO137-SC23	R	4	20	1.29000
obj0058	ESO137-SC23	R	4	10	1.29100
obj0059	ESO137-SC23	R	4	60	1.29100
obj0060	ESO137-SC23	I	5	7	1.29200
obj0061	ESO137-SC23	I	5	60	1.29300
obj0062	ASCC93	U	1	300	1.03000
obj0063	ASCC93	B	2	180	1.02400
obj0064	ASCC93	V	3	120	1.02000
obj0065	ASCC93	R	4	90	1.01800
obj0066	ASCC93	I	5	60	1.01600
obj0067	ASCC93	U	1	300	1.00100
obj0068	ASCC93	B	2	180	1.00000
obj0069	ASCC93	V	3	120	1.00000
obj0070	ASCC93	R	4	90	1.00000

Continua na próxima página...

Imagen	Campo	Filtro	Nº	Exp	X
obj0071	ASCC93	I	5	60	1.00000
obj0072	ESO335-SC05	U	1	600	1.05200
obj0073	ESO335-SC05	B	2	300	1.05400
obj0074	ESO335-SC05	B	2	60	1.05500
obj0075	ESO335-SC05	V	3	120	1.05600
obj0076	ESO335-SC05	V	3	60	1.05700
obj0077	ESO335-SC05	V	3	20	1.05800
obj0078	ESO335-SC05	R	4	90	1.05900
obj0079	ESO335-SC05	R	4	10	1.06000
obj0080	ESO335-SC05	R	4	5	1.06100
obj0081	ESO335-SC05	I	5	60	1.06100
obj0082	ESO335-SC05	I	5	5	1.06300
obj0083	ESO397-SC01	U	1	600	1.01700
obj0084	ESO397-SC01	B	2	300	1.01700
obj0085	ESO397-SC01	V	3	180	1.01800
obj0086	ESO397-SC01	R	4	90	1.01900
obj0087	ESO397-SC01	I	5	60	1.01900
pad0001	WD0830-535A	V	3	10	1.16300
pad0002	WD0830-535A	V	3	10	1.16400
pad0003	WD0830-535A	V	3	10	1.16400
pad0004	WD0830-535A	V	3	10	1.16400
pad0005	WD0830-535A	V	3	10	1.16500
pad0006	WD0830-535A	V	3	10	1.16500
pad0007	WD0830-535A	V	3	10	1.16500
pad0008	WD0830-535A	U	1	600	1.16600
pad0009	WD0830-535A	B	2	300	1.17100
pad0010	WD0830-535A	V	3	240	1.17400
pad0011	WD0830-535A	R	4	120	1.17800
pad0012	WD0830-535A	I	5	60	1.18000
pad0013	WD1056-384	U	1	600	1.09800
pad0014	WD1056-384	B	2	300	1.08200
pad0015	WD1056-384	V	3	180	1.07500
pad0016	WD1056-384	R	4	60	1.07000
pad0017	WD1056-384	I	5	40	1.06800
pad0018	WD1056-384	U	1	600	1.06500
pad0019	WD1056-384	B	2	300	1.05500
pad0020	WD1056-384	V	3	180	1.05100

Continua na próxima página...

Imagen	Campo	Filtro	Nº	Exp	X
pad0021	WD1056-384	R	4	60	1.04800
pad0022	WD1056-384	I	5	40	1.04700
pad0023	WD1153-484	U	1	600	1.16100
pad0024	WD1153-484	B	2	300	1.14800
pad0025	WD1153-484	V	3	180	1.14100
pad0026	WD1153-484	R	4	90	1.13700
pad0027	WD1153-484	I	5	60	1.13500
pad0028	WD1056-384	U	1	600	1.03900
pad0029	WD1056-384	B	2	300	1.04200
pad0030	WD1056-384	V	3	180	1.04400
pad0031	WD1056-384	R	4	60	1.04500
pad0032	WD1056-384	I	5	40	1.04600
pad0033	LSE44	U	1	600	1.10600
pad0034	LSE44	B	2	300	1.10800
pad0035	LSE44	V	3	180	1.11000
pad0036	LSE44	R	4	90	1.11200
pad0037	LSE44	I	5	60	1.11300
pad0038	LSE259H	U	1	600	1.20100
pad0039	LSE259H	B	2	300	1.20800
pad0040	LSE259H	V	3	120	1.21400
pad0041	LSE259H	R	4	60	1.21700
pad0042	LSE259H	I	5	30	1.21900

Tabela C.2: Diário de observações para a noite de 18 de abril de 2009

Imagen	Campo	Filtro	Nº	Exp	X
obj0001	ESO435-SC09	U	1	600	1.00700
obj0002	ESO435-SC09	U	1	120	1.00600
obj0003	ESO435-SC09	B	2	300	1.00600
obj0004	ESO435-SC09	B	2	60	1.00600
obj0005	ESO435-SC09	B	2	20	1.00600
obj0006	ESO435-SC09	V	3	120	1.00700

Continua na próxima página...

Imagen	Campo	Filtro	Nº	Exp	X
obj0007	ESO435-SC09	V	3	30	1.00700
obj0008	ESO435-SC09	V	3	10	1.00800
obj0009	ESO435-SC09	V	3	180	1.00800
obj0010	ESO435-SC09	R	4	120	1.00900
obj0011	ESO435-SC09	R	4	8	1.01100
obj0012	ESO435-SC09	I	5	90	1.01100
obj0013	ESO435-SC09	I	5	3	1.01200
obj0014	ESO383-SC10	U	1	60	1.33400
obj0015	ESO383-SC10	U	1	120	1.32400
obj0016	ESO383-SC10	B	2	90	1.31100
obj0017	ESO383-SC10	V	3	60	1.30000
obj0018	ESO383-SC10	R	4	30	1.29200
obj0019	ESO383-SC10	I	5	20	1.28600
obj0020	ESO383-SC10	U	1	120	1.28200
obj0021	ESO383-SC10	B	2	90	1.27000
obj0022	ESO383-SC10	V	3	60	1.26100
obj0023	ESO383-SC10	R	4	30	1.25400
obj0024	ESO383-SC10	I	5	20	1.24800
obj0025	ESO436-SC02	U	1	600	1.02100
obj0026	ESO436-SC02	B	2	300	1.03000
obj0027	ESO436-SC02	B	2	60	1.03600
obj0028	ESO436-SC02	V	3	90	1.03800
obj0029	ESO436-SC02	V	3	10	1.04100
obj0030	ESO436-SC02	R	4	60	1.04200
obj0031	ESO436-SC02	R	4	8	1.04500
obj0032	ESO436-SC02	I	5	40	1.04600
obj0033	ESO436-SC02	I	5	5	1.04800
obj0034	ESO383-SC10	U	1	120	1.14500
obj0035	ESO383-SC10	B	2	90	1.13900
obj0036	ESO383-SC10	V	3	60	1.13400
obj0037	ESO383-SC10	R	4	30	1.13000
obj0038	ESO383-SC10	U	1	120	1.07500
obj0039	ESO383-SC10	B	2	90	1.07100
obj0040	ESO383-SC10	V	3	60	1.06700
obj0041	ESO383-SC10	R	4	30	1.06500
obj0042	ESO383-SC10	I	5	20	1.06300
obj0043	ESO383-SC10	U	1	120	1.03300

Continua na próxima página...

Imagen	Campo	Filtro	Nº	Exp	X
obj0044	ESO383-SC10	B	2	90	1.03200
obj0045	ESO383-SC10	V	3	60	1.03000
obj0046	ESO383-SC10	R	4	30	1.02900
obj0047	ESO383-SC10	I	5	20	1.02900
obj0048	ESO435-SC09	U	1	120	1.38600
obj0049	ESO435-SC09	B	2	60	1.40100
obj0050	ESO435-SC09	V	3	30	1.41100
obj0051	ESO435-SC09	R	4	30	1.41800
obj0052	ESO435-SC09	I	5	30	1.42600
obj0053	ESO435-SC09	U	1	120	1.43300
obj0054	ESO435-SC09	B	2	60	1.45000
obj0055	ESO435-SC09	V	3	30	1.46000
obj0056	ESO435-SC09	R	4	30	1.46800
obj0057	ESO435-SC09	I	5	30	1.47600
obj0058	ESO065-SC07	U	1	600	1.50200
obj0059	ESO065-SC07	B	2	300	1.50400
obj0060	ESO065-SC07	B	2	60	1.50600
obj0061	ESO065-SC07	V	3	180	1.50600
obj0062	ESO065-SC07	V	3	30	1.50800
obj0063	ESO065-SC07	V	3	10	1.50900
obj0064	ESO065-SC07	R	4	90	1.50900
obj0065	ESO065-SC07	R	4	5	1.51000
obj0066	ESO065-SC07	I	5	60	1.51100
obj0067	ESO065-SC07	I	5	5	1.51200
obj0068	ESO134-SC12	U	1	600	1.23900
obj0069	ESO134-SC12	B	2	300	1.24200
obj0070	ESO134-SC12	B	2	20	1.24400
obj0071	ESO134-SC12	V	3	180	1.24400
obj0072	ESO134-SC12	V	3	10	1.24600
obj0073	ESO134-SC12	R	4	90	1.24600
obj0074	ESO134-SC12	R	4	10	1.24800
obj0075	ESO134-SC12	I	5	60	1.24800
obj0076	ESO134-SC12	I	5	5	1.24900
obj0077	ASCC93	U	1	300	1.25000
obj0078	ASCC93	B	2	180	1.21900
obj0079	ASCC93	V	3	120	1.20500
obj0080	ASCC93	R	4	90	1.19500

Continua na próxima página...

Imagen	Campo	Filtro	Nº	Exp	X
obj0081	ASCC93	I	5	60	1.19500
obj0082	ASCC93	U	1	300	1.18100
obj0083	ASCC93	B	2	180	1.16300
obj0084	ASCC93	V	3	120	1.15200
obj0085	ASCC93	R	4	90	1.14300
obj0086	ASCC93	I	5	60	1.13700
obj0087	ASCC93	U	1	300	1.13100
obj0088	ASCC93	B	2	180	1.11700
obj0089	ASCC93	V	3	120	1.10800
obj0090	ASCC93	R	4	90	1.10200
obj0091	ASCC93	I	5	60	1.09700
obj0092	ASCC93	U	1	300	1.09100
obj0093	ASCC93	B	2	180	1.08000
obj0094	ASCC93	V	3	120	1.07300
obj0095	ASCC93	R	4	90	1.06800
obj0096	ASCC93	I	5	60	1.06300
obj0097	ASCC93	U	1	300	1.02300
obj0098	ASCC93	B	2	180	1.01800
obj0099	ASCC93	V	3	120	1.01500
obj0100	ASCC93	R	4	90	1.01300
obj0101	ASCC93	I	5	60	1.01100
obj0102	ESO332-SC20	U	1	120	1.04500
obj0103	ESO332-SC20	U	1	600	1.04600
obj0104	ESO332-SC20	B	2	300	1.05600
obj0105	ESO332-SC20	B	2	60	1.06100
obj0106	ESO332-SC20	V	3	180	1.06400
obj0107	ESO332-SC20	V	3	20	1.06700
obj0108	ESO332-SC20	R	4	90	1.06900
obj0109	ESO332-SC20	R	4	10	1.07200
obj0110	ESO332-SC20	I	5	60	1.07300
obj0111	ESO332-SC20	I	5	5	1.07500
obj0112	ESO281-SC24	U	1	600	1.07500
obj0113	ESO281-SC24	B	2	300	1.07300
obj0114	ESO281-SC24	B	2	60	1.07200
obj0115	ESO281-SC24	V	3	120	1.07300
obj0116	ESO281-SC24	V	3	20	1.07300
obj0117	ESO281-SC24	R	4	90	1.07300

Continua na próxima página...

Imagen	Campo	Filtro	Nº	Exp	X
obj0118	ESO281-SC24	R	4	10	1.07300
obj0119	ESO281-SC24	I	5	60	1.07300
obj0120	ESO281-SC24	I	5	5	1.07300
obj0121	ESO281-SC24	U	1	600	1.12600
obj0122	ESO281-SC24	B	2	300	1.11200
obj0123	ESO281-SC24	V	3	180	1.10500
obj0124	ESO281-SC24	R	4	90	1.10000
obj0125	ESO281-SC24	I	5	60	1.09800
pad0001	LSS982	U	1	600	1.05400
pad0002	LSS982	B	2	300	1.06000
pad0003	LSS982	V	3	120	1.06500
pad0004	LSS982	R	4	60	1.06700
pad0005	LSS982	I	5	30	1.06900
pad0006	WD0830-535	U	1	600	1.17200
pad0007	WD0830-535	B	2	300	1.17900
pad0008	WD0830-535	V	3	120	1.18300
pad0009	WD0830-535	R	4	60	1.18600
pad0010	WD0830-535	R	4	30	1.18700
pad0011	WD0830-535	I	5	30	1.18900
pad0012	WD0830-535	I	5	15	1.19000
pad0013	WD0830-535	V	3	30	1.19100
pad0014	WD1056-384	U	1	600	1.05400
pad0015	WD1056-384	B	2	300	1.06300
pad0016	WD1056-384	V	3	180	1.06800
pad0017	WD1056-384	R	4	60	1.07200
pad0018	WD1056-384	I	5	40	1.07400
pad0019	WD1153-484	U	1	600	1.11500
pad0020	WD1153-484	B	2	300	1.12100
pad0021	WD1153-484	V	3	180	1.12400
pad0022	WD1153-484	R	4	90	1.12700
pad0023	WD1153-484	I	5	60	1.12900
pad0024	LSE44	U	1	600	1.10800
pad0025	LSE44	B	2	300	1.11300
pad0026	LSE44	V	3	180	1.11900
pad0027	LSE44	R	4	90	1.12200
pad0028	LSE44	I	5	60	1.12400
pad0029	LSE259H	U	1	600	1.19300

Continua na próxima página...

Imagen	Campo	Filtro	Nº	Exp	X
pad0030	LSE259H	B	2	300	1.19300
pad0031	LSE259H	V	3	120	1.19400
pad0032	LSE259H	R	4	60	1.19400
pad0033	LSE259H	I	5	30	1.19500

Tabela C.3: Diário de observações para a noite de 19 de abril de 2009

Imagen	Campo	Filtro	Nº	Exp	X
obj0001	NGC2866	U	1	300	1.13400
obj0002	NGC2866	B	2	240	1.13500
obj0003	NGC2866	V	3	120	1.13500
obj0004	NGC2866	R	4	60	1.13600
obj0005	NGC2866	I	5	30	1.13700
obj0006	WD0830-535A	U	1	600	1.20300
obj0007	WD0830-535A	B	2	300	1.21600
obj0008	WD0830-535A	V	3	240	1.23000
obj0009	WD0830-535A	R	4	120	1.23700
obj0010	WD0830-535A	I	5	60	1.24200
obj0011	ESO260-SC17	U	1	600	1.12700
obj0012	ESO260-SC17	B	2	300	1.14000
obj0013	ESO260-SC17	V	3	240	1.14900
obj0014	ESO260-SC17	V	3	60	1.15700
obj0015	ESO260-SC17	R	4	120	1.16000
obj0016	ESO260-SC17	R	4	30	1.16500
obj0017	ESO260-SC17	I	5	60	1.16700
obj0018	ESO260-SC17	I	5	10	1.17100
obj0019	ESO435-SC09	U	1	120	1.03300
obj0020	ESO435-SC09	B	2	30	1.03700
obj0021	ESO435-SC09	V	3	20	1.03900
obj0022	ESO435-SC09	R	4	20	1.04100
obj0023	ESO435-SC09	I	5	20	1.04300
obj0024	ESO435-SC09	U	1	120	1.08400

Continua na próxima página...

Imagen	Campo	Filtro	Nº	Exp	X
obj0025	ESO435-SC09	B	2	30	1.09000
obj0026	ESO435-SC09	V	3	30	1.09300
obj0027	ESO435-SC09	R	4	30	1.09600
obj0028	ESO435-SC09	I	5	30	1.09900
obj0029	NGC3228	U	1	300	1.19400
obj0030	NGC3228	U	1	60	1.20200
obj0031	NGC3228	U	1	20	1.20500
obj0032	NGC3228	B	2	180	1.20700
obj0033	NGC3228	B	2	10	1.21300
obj0034	NGC3228	B	2	5	1.21400
obj0035	NGC3228	V	3	60	1.21700
obj0036	NGC3228	V	3	1	1.22000
obj0037	NGC3228	R	4	60	1.22100
obj0038	NGC3228	R	4	1	1.22400
obj0039	NGC3228	I	5	60	1.22600
obj0040	NGC3228	I	5	1	1.22900
obj0041	ESO435-SC09	U	1	120	1.17200
obj0042	ESO435-SC09	B	2	30	1.18000
obj0043	ESO435-SC09	V	3	30	1.18000
obj0044	ESO435-SC09	R	4	30	1.19000
obj0045	ESO435-SC09	I	5	30	1.19400
obj0046	ESO435-SC09	U	1	120	1.31400
obj0047	ESO435-SC09	B	2	30	1.32700
obj0048	ESO435-SC09	V	3	30	1.33500
obj0049	ESO435-SC09	R	4	30	1.34100
obj0050	ESO435-SC09	I	5	30	1.34700
obj0051	ESO435-SC09	U	1	120	1.35400
obj0052	ESO435-SC09	B	2	30	1.36800
obj0053	ESO435-SC09	V	3	30	1.37500
obj0054	ESO435-SC09	R	4	30	1.38200
obj0055	ESO435-SC09	I	5	30	1.38900
obj0056	ESO435-SC09	U	1	120	1.39600
obj0057	ESO435-SC09	B	2	30	1.41200
obj0058	ESO435-SC09	V	3	30	1.42100
obj0059	ESO435-SC09	R	4	30	1.43000
obj0060	ESO435-SC09	I	5	30	1.43800
obj0061	ESO435-SC09	U	1	120	1.44600

Continua na próxima página...

Imagen	Campo	Filtro	Nº	Exp	X
obj0062	ESO435-SC09	B	2	30	1.46300
obj0063	ESO435-SC09	V	3	30	1.47300
obj0064	ESO435-SC09	R	4	30	1.48200
obj0065	ESO435-SC09	I	5	30	1.49100
obj0066	Loden1202	U	1	600	1.23500
obj0067	Loden1202	B	2	300	1.24200
obj0068	Loden1202	V	3	180	1.24600
obj0069	Loden1202	V	3	30	1.24900
obj0070	Loden1202	V	3	30	1.25000
obj0071	Loden1202	V	3	30	1.25200
obj0072	Loden1202	V	3	30	1.25300
obj0077	Loden1202	U	1	600	1.26100
obj0078	Loden1202	B	2	300	1.27200
obj0079	Loden1202	B	2	30	1.27900
obj0080	Loden1202	V	3	180	1.28100
obj0081	Loden1202	V	3	30	1.28600
obj0082	Loden1202	V	3	10	1.28900
obj0083	ASCC93	U	1	300	1.21900
obj0084	ASCC93	B	2	180	1.19900
obj0085	ASCC93	V	3	120	1.18600
obj0086	ASCC93	R	4	90	1.17700
obj0087	ASCC93	I	5	60	1.16900
obj0088	ASCC93	U	1	300	1.16400
obj0089	ASCC93	B	2	180	1.14700
obj0090	ASCC93	V	3	120	1.13700
obj0091	ASCC93	R	4	90	1.13000
obj0092	ASCC93	I	5	60	1.12400
obj0093	ESO332-SC20	U	1	600	1.05400
obj0094	ESO332-SC20	U	1	120	1.04700
obj0095	ESO332-SC20	B	2	300	1.04500
obj0096	ESO332-SC20	B	2	20	1.04200
obj0097	ESO332-SC20	V	3	180	1.04100
obj0098	ESO332-SC20	V	3	10	1.04000
obj0099	ESO332-SC20	V	3	5	1.04000
obj0100	ESO332-SC20	R	4	60	1.03900
obj0101	ESO332-SC20	R	4	2	1.03900
obj0102	ESO332-SC20	I	5	60	1.03900

Continua na próxima página...

Imagen	Campo	Filtro	Nº	Exp	X
obj0103	ESO332-SC20	I	5	1	1.03800
obj0104	ASCC93	U	1	300	1.04500
obj0105	ASCC93	B	2	180	1.03800
obj0106	ASCC93	V	3	120	1.03300
obj0107	ASCC93	R	4	90	1.03000
obj0108	ASCC93	I	5	60	1.02800
obj0109	ASCC93	U	1	300	1.00500
obj0110	ASCC93	B	2	180	1.00300
obj0111	ASCC93	V	3	120	1.00200
obj0112	ASCC93	R	4	90	1.00100
obj0113	ASCC93	I	5	60	1.00100
obj0114	Ruprecht133	U	1	600	1.00600
obj0115	Ruprecht133	B	2	300	1.00900
obj0116	Ruprecht133	B	2	60	1.01100
obj0117	Ruprecht133	V	3	180	1.01200
obj0118	Ruprecht133	V	3	30	1.01400
obj0119	Ruprecht133	R	4	90	1.01500
obj0120	Ruprecht133	R	4	10	1.01700
obj0121	Ruprecht133	I	5	60	1.01800
obj0122	Ruprecht133	I	5	5	1.01900
obj0123	Ruprecht133	I	5	2	1.02000
obj0124	Ruprecht134	U	1	600	1.02300
obj0125	Ruprecht134	U	1	60	1.03200
obj0126	Ruprecht134	U	1	20	1.03400
obj0127	Ruprecht134	B	2	300	1.03600
obj0128	Ruprecht134	B	2	10	1.04200
obj0129	Ruprecht134	B	2	2	1.04300
obj0130	Ruprecht134	V	3	180	1.04500
obj0131	Ruprecht134	V	3	2	1.04900
obj0132	Ruprecht134	R	4	90	1.05100
obj0133	Ruprecht134	R	4	2	1.05400
obj0134	Ruprecht134	I	5	60	1.05600
obj0135	Ruprecht134	I	5	1	1.05800
pad0001	LSE982	V	3	30	1.05200
pad0002	LSE982	U	1	600	1.05400
pad0003	LSE982	B	2	180	1.05900
pad0004	LSE982	V	3	120	1.06100

Continua na próxima página...

Imagen	Campo	Filtro	Nº	Exp	X
pad0005	LSE982	V	3	60	1.06300
pad0006	LSE982	R	4	30	1.06500
pad0007	LSE982	I	5	20	1.06600
pad0008	WD1056-384	U	1	600	1.04400
pad0009	WD1056-384	B	2	300	1.04200
pad0010	WD1056-384	V	3	180	1.04400
pad0011	WD1056-384	R	4	60	1.04600
pad0012	WD1056-384	I	5	40	1.04700
pad0013	WD1153-484	U	1	600	1.11600
pad0014	WD1153-484	B	2	300	1.12200
pad0015	WD1153-484	V	3	180	1.12600
pad0016	WD1153-484	R	4	90	1.12900
pad0017	WD1153-484	I	5	60	1.13100
pad0018	WD1056-384	U	1	600	1.24500
pad0019	WD1056-384	B	2	300	1.28200
pad0020	WD1056-384	V	3	180	1.30300
pad0021	WD1056-384	R	4	60	1.31800
pad0022	WD1056-384	I	5	40	1.32500
pad0023	LSE44	U	1	600	1.10600
pad0024	LSE44	B	2	300	1.10800
pad0025	LSE44	V	3	180	1.11000
pad0026	LSE44	R	4	90	1.11100
pad0027	LSE44	I	5	60	1.11200
pad0028	LSE259H	U	1	600	1.19500
pad0029	LSE259H	B	2	300	1.20000
pad0030	LSE259H	V	3	180	1.20300
pad0031	LSE259H	R	4	90	1.20600
pad0032	LSE259H	I	5	30	1.20800
pad0033	WLT2019-4339	U	1	600	1.10100

Tabela C.4: Diário de observações para a noite de 10 de maio de 2009

Imagen	Campo	Filtro	Nº	Exp	X
obj0001	ESO275-01	U	1	300	1.43000
obj0002	ESO275-01	B	2	120	1.40200
obj0003	ESO275-01	V	3	30	1.40200
obj0004	ESO275-01	R	4	15	1.38100
obj0005	ESO275-01	I	5	10	1.37600
obj0006	Collinder275	U	1	400	1.25800
obj0007	Collinder275	U	1	30	1.25700
obj0008	Collinder275	B	2	300	1.25700
obj0009	Collinder275	B	2	30	1.25700
obj0010	Collinder275	V	3	120	1.25700
obj0011	Collinder275	V	3	10	1.25700
obj0012	Collinder275	R	4	30	1.25700
obj0013	Collinder275	R	4	1	1.25700
obj0014	Collinder275	I	5	10	1.25700
obj0015	Collinder275	I	5	1	1.25700
obj0016	ESO275-01	U	1	300	1.21700
obj0017	ESO275-01	B	2	120	1.20500
obj0018	ESO275-01	V	3	30	1.19800
obj0019	ESO275-01	R	4	15	1.19600
obj0020	ESO275-01	I	5	10	1.19400
obj0021	ESO275-01	U	1	300	1.15400
obj0022	ESO275-01	B	2	120	1.14500
obj0023	ESO275-01	V	3	30	1.14100
obj0024	ESO275-01	R	4	15	1.14000
obj0025	ESO275-01	I	5	10	1.13800
obj0026	Ruprecht112	U	1	400	1.29800
obj0027	Ruprecht112	B	2	300	1.29800
obj0028	Ruprecht112	B	2	60	1.29900
obj0029	Ruprecht112	V	3	180	1.30000
obj0030	Ruprecht112	V	3	30	1.30100
obj0031	Ruprecht112	V	3	10	1.30100
obj0032	Ruprecht112	R	4	90	1.30200
obj0033	Ruprecht112	R	4	1	1.30300

Continua na próxima página...

Imagen	Campo	Filtro	Nº	Exp	X
obj0034	Ruprecht112	I	5	30	1.30300
obj0035	Ruprecht112	I	5	1	1.30300
obj0036	ESO275-01	U	1	300	1.09200
obj0037	ESO275-01	B	2	90	1.09000
obj0038	ESO275-01	V	3	30	1.09000
obj0039	ESO275-01	R	4	15	1.08900
obj0040	ESO275-01	I	5	10	1.08900
obj0041	ESO275-01	U	1	400	1.08800
obj0042	ESO275-01	U	1	300	1.08700
obj0043	ESO275-01	B	2	300	1.08700
obj0044	ESO275-01	B	2	60	1.08800
obj0045	ESO275-01	V	3	180	1.08800
obj0046	ESO275-01	V	3	30	1.08800
obj0047	ESO275-01	R	4	60	1.08900
obj0048	ESO275-01	R	4	10	1.08900
obj0049	ESO275-01	I	5	30	1.08900
obj0050	ESO275-01	I	5	5	1.09000
obj0051	Ruprecht117	U	1	300	1.14300
obj0052	Ruprecht117	B	2	300	1.14300
obj0053	Ruprecht117	B	2	60	1.14300
obj0054	Ruprecht117	V	3	180	1.14400
obj0055	Ruprecht117	V	3	30	1.14400
obj0056	Ruprecht117	R	4	90	1.14500
obj0057	Ruprecht117	R	4	10	1.14500
obj0058	Ruprecht117	I	5	30	1.14500
obj0059	Ruprecht117	I	5	1	1.14600
obj0060	ESO275-01	U	1	300	1.10700
obj0061	ESO275-01	B	2	90	1.11100
obj0062	ESO275-01	V	3	30	1.11300
obj0063	ESO275-01	R	4	15	1.11500
obj0064	ESO275-01	I	5	10	1.11600
obj0065	ESO275-01	U	1	400	1.14700
obj0066	ESO275-01	B	2	90	1.15800
obj0067	ESO275-01	V	3	30	1.16200
obj0068	ESO275-01	R	4	15	1.16400
obj0069	ESO275-01	I	5	10	1.16600
obj0070	Trumpler25	U	1	500	1.04300

Continua na próxima página...

Imagen	Campo	Filtro	Nº	Exp	X
obj0071	Trumpler25	B	2	300	1.04500
obj0072	Trumpler25	V	3	240	1.04800
obj0073	Trumpler25	R	4	120	1.05100
obj0074	Trumpler25	R	4	30	1.05300
obj0075	Trumpler25	I	5	60	1.05400
obj0076	Trumpler25	I	5	5	1.05500
obj0077	ESO275-01	U	1	300	1.23300
obj0078	ESO275-01	B	2	90	1.24700
obj0079	ESO275-01	V	3	30	1.25300
obj0080	ESO275-01	R	4	15	1.25700
obj0081	ESO275-01	I	5	10	1.26000
obj0082	ESO275-01	U	1	300	1.31800
obj0083	ESO275-01	B	2	90	1.33800
obj0084	ESO275-01	V	3	30	1.34600
obj0085	ESO275-01	R	4	15	1.35100
obj0086	ESO275-01	I	5	10	1.35500
obj0087	Ruprecht170	U	1	300	1.03400
obj0088	Ruprecht170	B	2	300	1.03800
obj0089	Ruprecht170	V	3	180	1.04300
obj0090	Ruprecht170	V	3	30	1.04600
obj0091	Ruprecht170	R	4	90	1.04700
obj0092	Ruprecht170	R	4	10	1.05000
obj0093	Ruprecht170	I	5	30	1.05100
obj0094	Ruprecht170	I	5	2	1.05200
obj0095	ESO275-01	U	1	300	1.47400
pad0001	LSE44	U	1	240	1.10600
pad0002	LSE44	B	2	90	1.10800
pad0003	LSE44	V	3	40	1.10900
pad0004	LSE44	R	4	15	1.10900
pad0005	LSE44	I	5	5	1.11000
pad0006	LSE44	I	5	20	1.11000
pad0007	WD1153B	U	1	240	1.32200
pad0008	WD1153B	B	2	240	1.33900
pad0009	WD1153B	V	3	120	1.35600
pad0010	WD1153B	R	4	30	1.36700
pad0011	WD1153B	I	5	15	1.37300
pad0012	WD1153B	I	5	30	1.37300

Continua na próxima página...

Imagen	Campo	Filtro	Nº	Exp	X
pad0013	LSE44	U	1	300	1.41100
pad0014	LSE44	B	2	120	1.43500
pad0015	LSE44	V	3	60	1.44800
pad0016	LSE44	R	4	30	1.45600
pad0017	LSE44	I	5	20	1.46300
pad0018	LSE259H	U	1	300	1.25300
pad0019	LSE259H	B	2	180	1.26200
pad0020	LSE259H	V	3	60	1.26800
pad0021	LSE259H	R	4	30	1.27200
pad0022	LSE259H	I	5	10	1.27400
pad0023	MCT2019-4339	U	1	300	1.08900
pad0024	MCT2019-4339	B	2	120	1.08400
pad0025	MCT2019-4339	V	3	90	1.08200
pad0026	MCT2019-4339	R	4	60	1.08100
pad0027	MCT2019-4339	I	5	40	1.08000

# Bibliografia

- [1] ALESSI, B. S., MOITINHO, A., AND DIAS, W. S. Searching for unknown open clusters in the Tycho-2 catalog. *410* (Nov. 2003), 565–575.
- [2] ALMOZNINO, E., LOINGER, F., AND BROSCH, N. A Procedure for the Calculation of Background in Images. *265* (Dec. 1993), 641–+.
- [3] BAUME, G., VÁZQUEZ, R. A., CARRARO, G., AND FEINSTEIN, A. Photometric study of the young open cluster NGC 3293. *402* (May 2003), 549–564.
- [4] BAUME, G., VILLANOVA, S., AND CARRARO, G. A study of the two northern open clusters NGC 1582 and NGC 1663. *407* (Aug. 2003), 527–539.
- [5] BAUMGARDT, H., DETTBARN, C., AND WIELEN, R. Absolute proper motions of open clusters. I. Observational data. *146* (Oct. 2000), 251–258.
- [6] BICA, E., SANTIAGO, B. X., DUTRA, C. M., DOTTORI, H., DE OLIVEIRA, M. R., AND PAVANI, D. Dissolving star cluster candidates. *366* (Feb. 2001), 827–833.
- [7] BIJAOUI, A. Sky background estimation and application. *84* (Apr. 1980), 81–84.
- [8] BUONANNO, R., BUSCEMA, G., CORSI, C. E., FERRARO, I., AND IANNICOLA, G. Automated photographic photometry of stars in globular clusters. *126* (Oct. 1983), 278–282.

- [9] CAETANO, T. C. Primeiros resultados do projeto de imageamento de aglomerados abertos realizado no Observatório do Pico dos Dias - OPD. Trabalho de conclusão de curso, Universidade Federal de Itajubá, 2007.
- [10] CAETANO, T. C., AND DIAS, W. S. UBVRI photometry of 15 southern open star clusters. In *Abstract Book of XXVII IAU General Assembly* (2009).
- [11] CAETANO, T. C., DIAS, W. S., AND GOMES, M. S. Estudo do aglomerado aberto ESO 008-06. In *Boletim da Sociedade Astronômica Brasileira* (2008), vol. 28.
- [12] CAETANO, T. C., DIAS, W. S., HICKEL, G., MOITINHO, A., BARBOSA, C., AND LÉPINE, J. D. R. Primeiros resultados do projeto de imageamento de aglomerados abertos realizado no LNA. In *Boletim da Sociedade Astronômica Brasileira* (2007), vol. 27.
- [13] CAETANO, T. C., DIAS, W. S., MONTEIRO, H., HICKEL, G., LÉPINE, J. D. R., AND MOITINHO, A. UBVRI photometry of 15 southern open star clusters. (in press), 2009.
- [14] CARRARO, G., DINESCU, D. I., GIRARD, T. M., AND VAN ALTEA, W. F. Probing the nature of possible open cluster remnants with the Southern Proper Motion Program. *433* (Apr. 2005), 143–150.
- [15] CHEREUL, E., CRÉZÉ, M., AND BIENAYMÉ, O. The distribution of nearby stars in phase space mapped by Hipparcos. Clustering and streaming among A-F type stars. *135* (Feb. 1999), 5–28.
- [16] COLLINS, G. W., AND FREEMAN, W. H. The fundamentals of stellar astrophysics. New York, 1989.
- [17] CUTRI, R. M., SKRUTSKIE, M. F., VAN DYK, S., BEICHMAN, C. A., CARPENTER, J. M., CHESTER, T., CAMBRESY, L., EVANS, T., FOWLER, J., GIZIS, J., HOWARD, E., HUCHRA, J., JARRETT, T., KOPAN, E. L., KIRKPATRICK, J. D., LIGHT, R. M., MARSH, K. A.,

MCCALLON, H., SCHNEIDER, S., STIENING, R., SYKES, M., WEINBERG, M., WHEATON, W. A., WHEELOCK, S., AND ZACARIAS, N. *2MASS All Sky Catalog of point sources*. publisher, June 2003.

- [18] DIAS, W. S., ALESSI, B. S., MOITINHO, A., AND LÉPINE, J. R. D. New catalogue of optically visible open clusters and candidates. *389* (July 2002), 871–873.
- [19] DIAS, W. S., ALESSI, B. S., MOITINHO, A., AND LEPINE, J. R. D. Optically visible open clusters and Candidates (Dias+ 2002-2005). *VizieR Online Data Catalog 7229* (June 2002), 0–+.
- [20] DIAS, W. S., AND CAETANO, T. C. Open Cluster: A program to analyze the color-magnitude diagrams with the help of the kinematical data. In *Abstract Book of XXVII IAU General Assembly* (2009).
- [21] DIAS, W. S., CAETANO, T. C., HICKEL, G., MOITINHO, A., BARBOSA, C., AND LÉPINE, J. D. R. Imageamento de aglomerados abertos no LNA: Survey fotométrico do hemisfério Sul. In *Boletim da Sociedade Astronômica Brasileira* (2007), vol. 27.
- [22] DIAS, W. S., FLORIO, V., ASSAFIN, M., ALESSI, B. S., AND LIBERO, V. Open clusters proper motions based on UCAC2 (Dias+, 2006). *VizieR Online Data Catalog 344* (Jan. 2006), 60949–+.
- [23] DIAS, W. S., AND LÉPINE, J. R. D. Direct Determination of the Spiral Pattern Rotation Speed of the Galaxy. *629* (Aug. 2005), 825–831.
- [24] DIAS, W. S., LÉPINE, J. R. D., AND ALESSI, B. S. Proper motions of open clusters within 1 kpc based on the TYCHO2 Catalogue. *376* (Sept. 2001), 441–447.
- [25] DIOLAITI, E., BENDINELLI, O., BONACCINI, D., CLOSE, L., CURRIE, D., AND PARMEGGIANI, G. Analysis of isoplanatic high resolution stellar fields by the StarFinder code. *147* (Dec. 2000), 335–346.

- [26] DIOLAITI, E., BENDINELLI, O., BONACCINI, D., CLOSE, L., CURRIE, D., AND PARMEGGIANI, G. Starfinder: a Code for Crowded Stellar Fields Analysis. In *Astronomical Data Analysis Software and Systems IX* (2000), N. Manset, C. Veillet, & D. Crabtree, Ed., vol. 216 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, pp. 623–+.
- [27] DIOLAITI, E., BENDINELLI, O., BONACCINI, D., CLOSE, L. M., CURRIE, D. G., AND PARMEGGIANI, G. StarFinder: an IDL GUI-based code to analyze crowded fields with isoplanatic correcting PSF fitting. In *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series* (July 2000), P. L. Wizinowich, Ed., vol. 4007 of *Presented at the Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference*, pp. 879–888.
- [28] DIOLAITI, E., BENDINELLI, O., BONACCINI, D., PARMEGGIANI, G., AND RIGAUT, F. An Algorithm for Crowded Stellar Fields Analysis. In *European Southern Observatory Astrophysics Symposia* (1999), D. Bonaccini, Ed., vol. 56 of *European Southern Observatory Astrophysics Symposia*, pp. 175–+.
- [29] DUTRA, C. M., AND BICA, E. New infrared star clusters and candidates in the Galaxy detected with 2MASS. *376* (Sept. 2001), 434–440.
- [30] EICHHORN, H., AND WILLIAMS, C. A. On the systematic accuracy of photographic astrographic data. *68* (1963), 221–231.
- [31] ESA. The Hipparcos and Tycho Catalogues (ESA 1997). *VizieR Online Data Catalog 1239* (Feb. 1997), 0–+.
- [32] GIRARDI, L., BRESSAN, A., BERTELLI, G., AND CHIOSI, C. Evolutionary tracks and isochrones for low- and intermediate-mass stars: From 0.15 to  $7 M_{\odot}$ , and from  $Z = 0.0004$  to 0.03. *141* (Feb. 2000), 371–383.
- [33] GOLAY, M., Ed. *Introduction to astronomical photometry* (1974), vol. 41 of *Astrophysics and Space Science Library*.

- [34] GROTH, E. J. A pattern-matching algorithm for two-dimensional coordinate lists. *91* (May 1986), 1244–1248.
- [35] HARRIS, W. E., FITZGERALD, M. P., AND REED, B. C. Photoelectric photometry - an approach to data reduction. *93* (Aug. 1981), 507–517.
- [36] HØG, E., FABRICIUS, C., MAKAROV, V. V., URBAN, S., CORBIN, T., WYCOFF, G., BASTIAN, U., SCHWEKENDIEK, P., AND WICE-NEC, A. The Tycho-2 Catalogue (Høg+ 2000). *VizieR Online Data Catalog 1259* (Jan. 2000), 0–+.
- [37] HØG, E., FABRICIUS, C., MAKAROV, V. V., URBAN, S., CORBIN, T., WYCOFF, G., BASTIAN, U., SCHWEKENDIEK, P., AND WICE-NEC, A. The Tycho-2 catalogue of the 2.5 million brightest stars. *355* (Mar. 2000), L27–L30.
- [38] JANES, K. A., AND HEASLEY, J. N. Stellar Photometry Software. *105* (May 1993), 527–537.
- [39] KHARCHENKO, N. V. All-sky Compiled Catalogue of 2.5 million stars (Kharchenko 2001). *VizieR Online Data Catalog 1280* (June 2003), 0–+.
- [40] KOVALEVSKY, J. *Modern Astrometry*, 2nd. ed ed. Springer, 2001.
- [41] LANDOLT, A. U. UBVRI Photometric Standard Stars around the Sky at  $-50^\circ$  Declination. *133* (June 2007), 2502–2523.
- [42] LÉPINE, J. R. D., DIAS, W. S., AND MISHUROV, Y. Measurement of the epicycle frequency in the Galactic disc and initial velocities of open clusters. *386* (June 2008), 2081–2090.
- [43] LOKTIN, A. V., AND BESHENOV, G. V. Proper Motions of Open Star Clusters and the Rotation Rate of the Galaxy. *Astronomy Reports* *47* (Jan. 2003), 6–10.
- [44] MATEO, M., AND SCHECHTER, P. L. The Dophot Two-Dimensional Photometry Program. In *European Southern Observatory Astrophysics Symposia* (1989), P. J. Grosbøl, F. Murtagh, & R. H. Warmels,

Ed., vol. 31 of *European Southern Observatory Astrophysics Symposia*, pp. 69–+.

- [45] MATHIS, J. S. Interstellar dust and extinction. *28* (1990), 37–70.
- [46] MERMILLIOD, J., AND PAUNZEN, E. Analysing the database for stars in open clusters. I. General methods and description of the data. *410* (Nov. 2003), 511–518.
- [47] MOITINHO, A. *Formación estelar y estructura espacial en el disco galáctico*. PhD thesis, Universidad de Granada, 1999.
- [48] MOITINHO, A. Open clusters in the third galactic quadrant. I. Photometry. *370* (May 2001), 436–446.
- [49] MONTEIRO, H., DIAS, W. S., AND CAETANO, T. C. A global optimization technique for the fitting of color-magnitude diagrams. In *Abstract Book of XXVII IAU General Assembly* (2009).
- [50] MONTEIRO, H., DIAS, W. S., AND CAETANO, T. C. Fitting Isochrones to Open Cluster photometric data: A new global optimization tool. (in press), 2009.
- [51] PÁL, A., AND BAKOS, G. Á. Astrometry in Wide-Field Surveys. *118* (Oct. 2006), 1474–1483.
- [52] PERRYMAN, M. A. C., LINDEGREN, L., KOVALEVSKY, J., HOEG, E., BASTIAN, U., BERNACCA, P. L., CRÉZÉ, M., DONATI, F., GRENON, M., VAN LEEUWEN, F., VAN DER MAREL, H., MIGNARD, F., MURRAY, C. A., LE POOLE, R. S., SCHRIJVER, H., TURON, C., ARENOU, F., FROESCHLÉ, M., AND PETERSEN, C. S. The HIPPARCOS Catalogue. *A&A* *323* (July 1997), 49–52.
- [53] PHELPS, R. L., AND JANES, K. A. Young open clusters as probes of the star formation process. 1: an atlas of open cluster photometry. *90* (Jan. 1994), 31–82.

- [54] PLATAIS, I., GIRARD, T. M., KOZHURINA-PLATAIS, V., VAN ALTENA, W. F., LÓPEZ, C. E., MÉNDEZ, R. A., MA, W., YANG, T., MACGILLIVRAY, H. T., AND YENTIS, D. The Southern Proper Motion Program. II. A Catalog at the South Galactic Pole. *AJ* 116 (Nov. 1998), 2556–2564.
- [55] PLATAIS, I., KOZHURINA-PLATAIS, V., AND VAN LEEUWEN, F. A Search for Star Clusters from the HIPPARCOS Data. 116 (Nov. 1998), 2423–2430.
- [56] PRESS, W. H., TEUKOLSKY, S. A., VETTERLING, W. T., AND FLANNERY, B. P. *Numerical Recipes. The Art os scientific computing*. Cambridge University Press, 1992.
- [57] SCHMIDT-KALER, T. *Stars and Star Cluster*. Berlim: Springer, 1982.
- [58] STETSON, P. B. DAOPHOT - A computer program for crowded-field stellar photometry. 99 (Mar. 1987), 191–222.
- [59] STETSON, P. B. Some factors affecting the accuracy of stellar photometry with CCDs. *Highlights of Astronomy* 8 (1989), 635–+.
- [60] TURNER, D. G. Comments on the cluster main-sequence fitting method. III - Empirical UVB reddening lines for early-type stars. 98 (Dec. 1989), 2300–2305.
- [61] TURNER, D. G. The interstellar extinction law. *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica* 29 (July 1994), 163–174.
- [62] VALDES, F. G., CAMPUSANO, L. E., VELASQUEZ, J. D., AND STETSON, P. B. FOCAS Automatic Catalog Matching Algorithms. 107 (Nov. 1995), 1119–+.
- [63] WU, Z., ZHOU, X., MA, J., AND DU, C. The orbits of open clusters in the Galaxy. 399 (Nov. 2009), 2146–2164.

- [64] ZACHARIAS, N., FINCH, C., GIRARD, T., HAMBLY, N., WYCOFF, G., ZACHARIAS, M. I., CASTILLO, D., CORBIN, T., DIVITTORIO, M., DUTTA, S., GAUME, R., GAUSS, S., GERMAIN, M., HALL, D., HARTKOPF, W., HSU, D., HOLDENRIED, E., MAKAROV, V., MARTINES, M., MASON, B., MONET, D., RAFFERTY, T., RHODES, A., SIEMERS, T., SMITH, D., TILLEMAN, T., URBAN, S., WIEDER, G., WINTER, L., AND YOUNG, A. UCAC3 Catalogue (Zacharias+ 2009). *VizieR Online Data Catalog 1315* (2009), 0–+.
- [65] ZACHARIAS, N., ZACHARIAS, M. I., URBAN, S. E., AND RAFFERTY, T. J. UCAC2: a new high precision catalog of positions and proper motions. In *Bulletin of the American Astronomical Society* (Dec. 2001), vol. 33 of *Bulletin of the American Astronomical Society*, pp. 1495–+.
- [66] ZHAO, J. L., AND HE, Y. P. An improved method for membership determination of stellar clusters with proper motions with different accuracies. *237* (Oct. 1990), 54–60.