

**Caracterização e Evolução Estrutural de
Aglomerados Abertos da Galáxia**

Francisco Ferreira de Souza Maia

Março de 2012

UNIVERSIDADE FEDERAL
DE MINAS GERAIS



UFMG

ICEx - Instituto de Ciências Exatas
Programa de Pós Graduação em Física

Caracterização e Evolução Estrutural de Aglomerados Abertos da Galáxia

Francisco Ferreira de Souza Maia

Orientador: Prof. Dr. João Francisco Coelho dos Santos Júnior (UFMG)

Co-orientador: Prof. Dr. Wagner José Corradi Barbosa (UFMG)

Co-orientador no exterior: Prof. Dr. Andrés Eduardo Piatti (Instituto de
Astronomía y Física del Espacio - CONICET/UBA, Argentina)

Área de Concentração: ASTROFÍSICA

Tese submetida ao Departamento de Física da Universidade Federal de Minas Gerais como requisito parcial para a obtenção do grau de Doutor em Física.

Março de 2012

Agradecimentos

Gostaria de agradecer a todos aqueles que me ajudaram, me apoiaram, incentivaram, acompanharam ou simplesmente me compreenderam em todo o percurso até aqui. Em especial gostaria de agradecer:

- aos meus orientadores Waguinho e João por todo esforço, perseverança, paciência e por tudo que fui capaz de aprender pela experiência e exemplo deles;
- aos demais professores do Grupo, pelas sugestões, discussões e explicações que ajudaram no desenvolvimento e conclusão deste trabalho;
- aos funcionários do IAFE, e em especial ao Andrés, pela hospitalidade, amizade e suporte durante minha estadia em Buenos Aires;
- à minha esposa Lilian, por seu apoio, compreensão e amor durante toda nossa jornada juntos;
- à toda minha família, especialmente a minha mãe e meu pai que sempre me incentivaram e acreditaram em mim;
- a todos os amigos, companheiros de laboratório e inclusive aqueles que apenas frequentam o laboratório, pela ajuda, companhia e por tornar mais alegre cada dia de trabalho;
- ao CNPq e à FAPEMIG pelo financiamento de minha bolsa de pesquisa.
- Baseado em observações obtidas no *Southern Astrophysical Research (SOAR) Telescope*, que é um projeto conjunto do Ministério da Ciência, Tecnologia e Inovação (MCTI) da República Federativa do Brasil, do *U.S. National Optical Astronomy Observatory (NOAO)*, da Universidade da Carolina do Norte (UNC) e da Universidade do Estado de Michigan (MSU);
- Baseado em observações obtidas no *Gemini Observatory*, que é operado pela *Association of Universities for Research in Astronomy (AURA)*, baixo a um acordo cooperativo com a *National Science Foundation (NSF)* em nome da sociedade do Gemini: NSF (Estados Unidos), STFC (Reino Unido), NRC (Canadá), CONICYT (Chile), ARC (Austrália), CNPq (Brasil) e CONICET (Argentina).

Sumário

1	Introdução	1
1.1	Revisão histórica	1
1.2	Evolução dinâmica e estrutural	3
1.3	Trabalhos observacionais	6
1.4	Determinação de pertinência	7
2	Metodologia	10
2.1	Fotometria	10
2.1.1	Determinação do centro	11
2.1.2	Parâmetros estruturais	13
2.1.3	Descontaminação de campo e pertinência fotométrica	16
2.1.4	Determinação dos parâmetros astrofísicos	24
2.1.5	Função de massa	26
2.2	Astrometria	28
2.3	Espectroscopia	31
3	Validação do método de descontaminação	38
3.1	NGC 188	38
3.1.1	Dados	39
3.2	NGC 6231	41
3.2.1	Dados	41
3.3	Testes	42
3.4	Aglomerado simulado	48
3.5	Resultados	51
4	Casos estudados	56
4.1	NGC 1981	56
4.1.1	Dados	58
4.2	ESO 442SC04	62
4.2.1	Dados	63

5	Análise dos dados	71
5.1	NGC 1981	71
5.1.1	Determinação do centro	72
5.1.2	Perfil de densidade radial	73
5.1.3	Descontaminação de estrelas de campo	76
5.1.4	Parâmetros astrofísicos	77
5.1.5	Função de massa	79
5.1.6	Astrometria	81
5.2	ESO 442SC04	82
5.2.1	Determinação do centro	82
5.2.2	Perfil de densidade radial	83
5.2.3	Ajuste de isócronas e descontaminação	85
5.2.4	Movimento próprio	89
5.2.5	Espectroscopia	94
5.2.6	Análise conjunta	98
6	Discussão	107
6.1	NGC 1981	107
6.2	ESO 442SC04	109
6.3	Descontaminação fotométrica	111
7	Conclusão	114
7.1	Perspectivas	116
A	Rotinas IRAF para redução de imagens em mosaicos de CCDs	124
A.1	Preparação dos cabeçalhos	124
A.2	Calibração instrumental	126
A.3	<i>Flat-fields</i> de céu e remoção de franjas	129
A.4	Calibração astrométrica	133
A.5	Reamostrando imagens em mosaicos	138
B	Artigo publicado	142

Lista de Figuras

2.1	Ajustes gaussianos em perfis espaciais de densidade	11
2.2	Histograma das coordenadas centrais preliminares	12
2.3	Perfil de densidade radial combinado	13
2.4	Determinação da densidade estelar do céu	14
2.5	Ajuste das funções de King ao RDP	16
2.6	Estágio preliminar do processo de descontaminação	18
2.7	Exemplo de diferentes configurações de grade	19
2.8	Índices de exclusão e probabilidades médias de pertinência . .	20
2.9	Exemplo da amostra descontaminada final	21
2.10	Exemplo de ajuste de isócronas em amostra descontaminada .	25
2.11	Correlação da amostra descontaminada com fotometria BVRI	25
2.12	Relação massa-luminosidade e derivada	27
2.13	Construção da função de luminosidade e da função de massa .	28
2.14	VPD descontaminado segundo análise fotométrica	29
2.15	Histogramas da distribuição dos movimentos próprios	30
2.16	M_v vs. $\log(\text{Teff})$ para a biblioteca ELODIE	32
2.17	$\log(g)$ vs. $\log(\text{Teff})$ para a biblioteca ELODIE	33
2.18	Teff e Fe/H determinadas para as estrelas padrão	35
2.19	Exemplo de uma correlação espectral	36
2.20	Espectro de HD 111433 e seus três espectros mais similares . .	37
3.1	Raio de correlação entre os catálogos WIYN e 2MASS	40
3.2	CMDs exibindo os dados utilizados para o aglomerado NGC 188	41
3.3	CMDs exibindo os dados utilizados para o aglomerado NGC 6231	42
3.4	Fração de estrelas membros e de campo em comum	44
3.5	Convolução entre o número de estrelas membro e o número de estrelas de campo em comum	45
3.6	Probabilidade média das subamostras de membros e de campo	46
3.7	Diferença entre a probabilidade média das estrelas membro e do campo	47

3.8	Distribuição espacial e no CMD das populações estelares simuladas	49
3.9	Aplicação do método de descontaminação em um aglomerado simulado	50
3.10	Aplicação do método de descontaminação em um aglomerado simulado	50
3.11	Comparação entre campos de controle e o aglomerado simulado	51
3.12	Comparação entre subamostras de membros no CMD	52
3.13	Comparação entre CMDs descontaminados para o aglomerado simulado	52
3.14	CMDs descontaminados segundo parâmetros de corte não-ótimos	54
3.15	Aplicação dos parâmetros de corte ótimos para descontaminação de NGC 1981	55
4.1	Região Nebulosa de Órion na banda visível	57
4.2	Região da Nebulosa de Órion na banda infravermelha	59
4.3	Imagem processada de ESO 442SC04 na banda <i>V</i>	65
4.4	Erros fotométricos em função da magnitude	67
5.1	Determinação das coordenadas centrais de NGC 1981	72
5.2	Comparação entre o centro calculado e o valor prévio	73
5.3	Perfis radiais de densidade estelar para NGC 1981	74
5.4	Determinação do nível médio do céu para NGC 1981	75
5.5	Ajuste do perfil de King de 2 parâmetros ao RDP de NGC 1981	75
5.6	CMD descontaminado de NGC 1981	78
5.7	Funções de massa em intervalos radiais de NGC 1981	80
5.8	Determinação do centro para ESO 442SC04	83
5.9	Perfil de densidade radial de ESO 442SC04	84
5.10	Determinação do nível do céu em ESO 442SC04	84
5.11	Ajustes dos perfis de King sobre o RDP de ESO 442SC04	86
5.12	Diagramas cor-magnitude de ESO 442SC04 nas bandas 2MASS	87
5.13	Amostra descontaminada de ESO 442SC04 nas bandas 2MASS	88
5.14	Amostra descontaminada de ESO 442SC04 nas bandas <i>VRI</i>	88
5.15	Distribuição dos movimentos próprios de ESO 442SC04 em campos quadrados	90
5.16	Distribuição dos movimentos próprios de ESO 442SC04 em campos anelares	91
5.17	Distribuição dos movimentos próprios da amostra descontaminada de ESO 442SC04	93
5.18	Distribuição das velocidades radiais das estrelas de ESO 442SC04	95

5.19	Exemplo dos espectros de referência encontrados pela correlação	96
5.20	Relação entre temperatura e cores das estrelas com espectro	98
5.21	Carta celeste e CMD das estrelas com espectro	100
5.22	CMD e TCD 2MASS de ESO 442SC04 na região observada pelo GMOS	101
5.23	CMDs ópticos de ESO 442SC04, na região observada pelo GMOS	102
5.24	Diagrama $(U-B) \times (B-V)$ de ESO 442SC04	103
5.25	CMDs separando as estrelas azuis e vermelhas de ESO 442SC04	104
5.26	Movimentos próprios e velocidades radiais para estrelas obser- vadas com GMOS	105
5.27	Distribuição espacial da amostra com movimentos próprios e velocidades radiais	106

Lista de Tabelas

2.1	Relações de extinção adotadas	24
2.2	Dados da literatura para as estrelas padrão	32
2.3	Velocidades radiais determinadas para as estrelas padrão	33
2.4	Tipos espectrais determinados para as estrelas padrão	34
2.5	Resultado da correlação espectral para HD 111433	36
4.1	Registro de observações para NGC 1981	60
4.2	Coefficientes e desvios rms dos ajustes de calibração	61
4.3	Registro das observações fotométricas de ESO 442SC04	64
4.4	Coefficientes de calibração e resíduos rms	66
4.5	Registro das observações espectroscópicas com o GMOS	69
5.1	Resumo das distribuições de movimento próprio	92
5.2	Testes Kolmogorov-Smirnov para as amostras de movimento próprio	94
5.3	Parâmetros estelares dos objetos observados espectroscopicamente	97
5.4	Fotometria dos objetos observados espectroscopicamente	99

Resumo

Aglomerados abertos são excelentes ferramentas para a investigação de um grande número de fenômenos astrofísicos. Enquanto jovens, o gás e a poeira remanescente de sua formação dificultam a identificação da população estelar emergente. Os aglomerados que se mantêm coesos após a ejeção do gás e poeira de sua nuvem natal, sobrevivem no disco Galáctico, perdendo gradualmente sua população estelar devido a forças externas e de sua própria evolução dinâmica, até serem dispersados. Nestes estágios, o pequeno número de estrelas restantes no alvo e a variabilidade espacial da população estelar do disco são os fatores limitantes na identificação e caracterização destes aglomerados. A contaminação da população estelar do alvo por estrelas de campo é uma dificuldade constante no estudo dos aglomerados abertos.

Neste sentido, desenvolvemos um método capaz de separar as estrelas pertencentes a um aglomerado das estrelas de campo, baseado nas diferenças fotométricas entre estas populações. Testado sobre aglomerados reais bem estudados e sobre um aglomerado simulado, o método apresentou resultados consistentes, independentemente das propriedades físicas do alvo e do campo onde está imerso, já que foi possível obter uma região de convergência de parâmetros comum a todos os alvos. Sua eficiência, entretanto, depende da seleção de uma amostra de campo representativa da população de campo na região do aglomerado, em termos da distribuição de estrelas no diagrama cor-magnitude.

Visando contribuir para um melhor entendimento da evolução dos aglomerados abertos, selecionamos para estudo dois alvos em estágios evolutivos muito distintos. NGC 1981 é um aglomerado estelar jovem que, apesar de ainda exibir poeira e gás restantes de sua formação e várias estrelas massivas, apresenta sinais de estar se dissolvendo. Ao contrário, ESO 442SC04 apresenta apenas uma pequena sobredensidade estelar sobre o campo e não possui qualquer indício em sua população estelar que permita distingui-lo prontamente da população de campo.

A investigação de NGC 1981, utilizando o método de descontaminação fotométrico, revelou uma rica população de estrelas na pré-sequência principal associada ao aglomerado, pela primeira vez detectada. A partir do ajuste de isócronas de metalicidade solar em diagramas cor-magnitude, construídos em bandas ópticas e infravermelhas, determinamos sua idade $t = 5 \pm 1$ M anos, distância $d = 380 \pm 17$ pc e avermelhamento $E(B-V) = 0,07 \pm 0,03$. A análise de seus parâmetros estruturais, obtidos por ajustes de funções de King, revelou um núcleo de estrelas compacto ($R_C = 0,09 \pm 0,04$ pc) mas pouco denso ($\sigma_0 = 2,4 \pm 1,3$ estrelas/arcmin), e apresentando um raio limite de $R_{lim} = 1,21 \pm 0,11$ pc. O tempo de relaxação, calculado a partir

da cinemática de suas estrelas, $t_{relax} = 0,42$ M anos, mostra que o aglomerado teve tempo de evoluir dinamicamente, levando a um possível colapso de seu núcleo e à evaporação de estrelas. De fato, a distribuição de massa do aglomerado mostra uma depleção de estrelas de baixa massa, quando comparada à função de massa de Salpeter. A massa total calculada é pequena ($M = 137 \pm 14 M_{\odot}$), e as energias cinética e potencial calculadas para as estrelas dentro do raio limite indicam que o sistema é desligado gravitacionalmente.

No estudo detalhado da população estelar de ESO 442SC04, combinamos dados fotométricos (2MASS e SOI/SOAR), dados cinemáticos (UCAC3) e espectroscopia (GMOS-Gemini) das estrelas na região central do alvo. A análise do perfil de densidade estelar confirma a presença de um núcleo compacto de estrelas com uma clara sobredensidade estelar em relação ao campo. Nos diagramas cor-magnitude estas estrelas se distinguem do campo adjacente, imitando a população de um aglomerado velho e pouco populoso. Verificamos, contudo, que a análise da cinemática das estrelas na região do alvo não revela uma população com movimentos próprios coesos em meio às flutuações do movimento da população do disco Galáctico. Além disso, os parâmetros estelares derivados dos espectros mostraram grande heterogeneidade, particularmente entre as estrelas mais brilhantes. Por fim, a distribuição das estrelas mais vermelhas no diagrama cor-cor se distingue daquela das estrelas mais azuis, sugerindo que elas pertençam a populações distintas.

Concluimos que NGC 1981 é um aglomerado aberto jovem prestes a se dissipar. A recente expulsão do gás restante de sua formação aliado a sua reduzida população estelar geraram um potencial gravitacional reduzido, incapaz de manter coesa a sua população estelar. Desvendamos a natureza física do objeto ESO 442SC04 que apesar das semelhanças com um remanescente de aglomerado aberto, trata-se de um asterismo. Ressaltamos porém, que a análise de objetos desta classe pode ser enganosa se baseada apenas em dados fotométricos ou do movimentos próprios.

Abstract

Open clusters are excellent tools for the investigation of large number of astrophysical phenomena. While a cluster is still young, the gas and dust remaining from its formation makes difficult the identification of the emerging stellar population. After the ejection of the gas and dust from its parental cloud, the surviving cluster orbits the Galactic disk gradually losing its stars due to external forces and to its own dynamical evolution, until dispersion. In these final stages, the small number of cluster stars and the spatial fluctuations of the disk stellar population are the main limiting factors on the identification and characterization of open clusters. The field star contamination of the cluster stellar population is a constant difficulty in the study of open clusters.

Consequently, we designed a method to separate stars pertaining to an open cluster from the field stars, based on the photometric differences between these populations. Tested on two well studied clusters and on a simulated cluster, the method showed consistent results, independently of the physical properties of the target or of the properties of its surrounding field. These results pointed to a convergent parameter region, common to all targets studied. Its efficiency, however, depends on the selection of a field sample that is representative of the field population in the cluster region, according to the color-magnitude diagram stellar distribution.

To contribute for a better understanding of the evolution of open clusters, we selected for our study two targets in very distinct evolutionary states. NGC 1981 is a young open cluster that, despite still showing dust and gas remaining from its formation stage and having various massive stars, already shows signs of disruption. On the contrary, ESO 442SC04 presents only a small stellar overdensity over the field and does not show any hint in its stellar population that allows it to be readily distinguished from the field.

Investigation of NGC 1981 with the photometric decontamination method revealed a large population of cluster pre-main sequence stars, detected for the first time. Solar metallicity isochrone fittings on color-magnitude diagrams built from optical and near-infrared data resulted an age $t = 5 \pm 1$ Myr, distance $d = 380 \pm 17$ pc and reddening $E(B-V) = 0,07 \pm 0,03$. Analysis of its structural parameters by fittings of King profiles revealed a compact ($R_C = 0,09 \pm 0,04$ pc) but of low density ($\sigma_0 = 2,4 \pm 1,3$ stars/arcmin²) core, presenting a limiting radius of $R_{lim} = 1,21 \pm 0,11$ pc. The relaxation time, calculated from the stars kinematics, $t_{relax} = 0,42$ Myr, shows that the cluster has had time to dynamically evolve, possibly leading to a core collapse and to the evaporation of stars. Indeed, the mass distribution of the cluster shows a depletion of low mass stars when compared to the Salpeter's

mass function. The derived total mass is small ($M = 137 \pm 14 M_{\odot}$), and the kinetic and potential energies calculated for the stars inside the limiting radius indicate that the system is gravitationally unbound.

In the detailed study of the stellar population of ESO 442SC04, we combined photometric data (2MASS and SOI/SOAR), kinematic data (UCAC3) and spectroscopy of the target inner stars. Analysis of the stellar density profile confirms the presence of a small compact core, with an obvious stellar overdensity over the field. In the color-magnitude diagram, these stars distinguish themselves from an adjacent field mimicking the population of an old, poor populated cluster. We found, however, that the kinematics of the stars in the target surroundings do not reveal a co-moving population, when the fluctuations of the Galactic field proper motions are taken into account. Besides, the determined stellar parameters and the proper motions of its stars showed a large dispersion, particularly among the brighter stars. Finally, the distribution of the redder stars in the two-color diagram are different from that of the bluer stars, suggesting that they belong to distinct populations.

We conclude that NGC 1981 is a young open cluster about to disperse itself. The recent ejection of the gas remaining from its formation, allied to its small stellar population have generated a reduced gravitational potential, unable to hold its stellar population. We unveiled the physical nature of ESO 442SC04 which, although similar to an open cluster remnant, has proved to be an asterism. We emphasize however that the analysis of this class of objects can be misleading when based solely on photometric or proper motion data.

Capítulo 1

Introdução

1.1 Revisão histórica

A evolução dos aglomerados estelares é um tópico de interesse astrofísico que vem sendo investigado há muito tempo. As primeiras amostras observadas destes objetos indicavam que os aglomerados abertos velhos eram severamente escassos com relação ao número esperado destes objetos, extrapolados da população de aglomerados jovens (Oort, 1958). Este fato foi explicado pelos efeitos destrutivos causados por encontros com nuvens massivas, que poderiam facilmente destruir um aglomerado aberto típico. Ao avaliar a amostra observada de aglomerados abertos velhos levando-se em conta uma taxa de destruição uniforme, descobriu-se que, ao contrário do que se imaginava, uma população significativa de aglomerados velhos havia sobrevivido a estes efeitos (Spitzer, 1958). Similarmente, simulações de N-corpos realizadas por Wielen (1967, 1975) modelaram com êxito as forças destrutivas da Galáxia prevendo uma taxa de evaporação de aglomerados superior a 50% em escalas de tempo de 10^8 a 10^9 anos, contribuindo para ampliar a compreensão da evolução dinâmica destes objetos.

Diversos autores também realizaram estudos observacionais visando definir as propriedades estruturais e dinâmicas de aglomerados abertos. Jäschek & Jäschek (1957) foram os primeiros a investigar a evolução da função de massa em aglomerados abertos e sua relação com a função inicial de massa prevista por Salpeter (1955). Indícios da ocorrência de segregação de massa foram descritos no trabalho de van den Bergh & Sher (1960), que encontra-

ram funções de luminosidade mais planas nas regiões internas de aglomerados, sugerindo uma menor quantidade de estrelas de baixa massa em relação às regiões externas. Subsequentemente, King (1962, 1966) demonstrou que os aglomerados abertos seguem perfis de densidade superficial esperados para esferas isotérmicas, caracterizados por parâmetros de concentração menores do aqueles obtidos para os aglomerados globulares, mais massivos e velhos que os aglomerados abertos.

A presença de uma significativa população de estrelas binárias nos aglomerados Galácticos e os efeitos causados por elas em sua evolução também constituem tópicos recorrentes de investigação. McCrea (1964) e van den Heuvel (1967) estiveram entre os primeiros a considerar a questão das *Blue Stragglers*¹ observadas em vários aglomerados, associando sua origem com a evolução dinâmica de binárias em aglomerados. Similarmente, Heggie (1979) reforçou a importância da binaridade em aglomerados, ao demonstrar que uma população adequada de binárias cerradas nas regiões internas de aglomerados massivos poderia efetivamente deter o colapso contínuo de seus núcleos causados pela evolução dinâmica.

Apesar dos estudos voltados para a determinação das propriedades físicas de aglomerados estarem sendo conduzidos há muito tempo (Sandage, 1961), grande parte dos trabalhos pioneiros neste tópico abordava os aglomerados globulares e um pequeno número de aglomerados abertos massivos e próximos. Com uma amostra cada vez maior de aglomerados com parâmetros determinados, impulsionada pelo advento do CCD e dos grandes telescópios, o catálogo de Lynga (1981, 1987) foi uma das primeiras compilações das características dos aglomerados abertos e serviu como base para diversos estudos subsequentes sobre suas propriedades espaciais (Lynga, 1982), e sobre a estrutura (Janes & Adler, 1982; Janes & Phelps, 1994) e evolução química (Friel & Janes, 1993) do disco Galáctico. Compilações mais recentes de dados de aglomerados abertos vêm sendo publicadas em outros catálogos tais como BDA (WEBDA², Mermilliod, 1995), DAML02 (Dias et al., 2002, 2010) e COCD (Kharchenko et al., 2005). A grande quantidade de objetos presente nestes catálogos beneficiou um grande número de estudos no assunto, levando a uma compreensão mais detalhada dos processos evolutivos dos aglomerados e suas conexões com a estrutura e evolução química da Via Láctea.

¹Blue Stragglers são estrelas usualmente presentes em aglomerados abertos ou globulares, mais azuis e mais luminosas que as demais estrelas na sequência principal, definida no diagrama cor-magnitude do aglomerado.

²<http://www.univie.ac.at/webda/>

1.2 Evolução dinâmica e estrutural

Aglomerados abertos se formam embebidos em nuvens moleculares gigantes sendo fortemente obscurecidos pela poeira e gás remanescentes de sua nuvem molecular progenitora. Nestes estágios iniciais, sua evolução é dominada pelos efeitos da formação estelar e mais tarde pela dissipação do gás e poeira remanescentes. Dependendo do ambiente em que se originam e da massa das estrelas formadas, o processo de formação dos aglomerados pode levar até 3 M anos, quando a evolução de suas estrelas de alta massa causa a dissipação da maior parte de seu gás primordial. A sobrevivência dos aglomerados conforme seu gás primordial é dispersado depende, principalmente, do tamanho do aglomerado, de sua massa, da eficiência da formação estelar e da taxa de dissipação do gás. A medida que seu gás é dissipado o aglomerado perde coesão, ejetando, conseqüentemente, uma fração de sua população estelar no processo. Isso faz com que a maioria dos aglomerados embebidos se dissolvam ou formem associações dispersas. De fato, menos de 10% dos aglomerados embebidos possuem massa estelar suficiente ao emergirem de suas nuvens natais para mantê-los unidos e formarem aglomerados abertos (Lada & Lada, 2003).

Após a conclusão do estágio de formação, os aglomerados abertos jovens geralmente apresentam uma população estelar brilhante e azul, com pequenas quantidades de gás associado. Com idades entre 10 e 100 M anos e massas no intervalo $10^2 - 10^4 M_{\odot}$, estes objetos são excelentes campos de prova para modelos de evolução estelar, para estudos sobre a função de massa inicial (IMF) e para a investigação dos processos físicos envolvidos na formação e evolução de estrelas jovens de massa intermediária (Ae/Be de Herbig) e de baixa massa (T Tauri). Nesta fase a perda de massa causada pela evolução estelar das estrelas massivas eleva o potencial gravitacional do aglomerado deixando as estrelas em sua periferia susceptíveis a remoção por forças de maré da Galáxia e por encontros com nuvens moleculares gigantes.

Ao longo de sua evolução subsequente os aglomerados abertos perdem gradualmente parte de seu conteúdo estelar, que se dispersa e se mistura à população de campo. Neste estágio, a interação gravitacional entre as estrelas do aglomerado produz um estado de equilíbrio dinâmico, levando à equipartição de energia entre suas estrelas. A perda de energia nas estrelas de maior massa faz com que elas percam velocidade, adotando órbitas cada vez mais internas enquanto que o aumento na energia das estrelas de menor massa faz com que elas ganhem velocidade, percorrendo órbitas cada vez maiores. Este efeito, denominado segregação de massa, causa a evaporação cinética de estrelas de baixa massa nas regiões externas do aglomerado, a formação e/ou ejeção de membros de sistemas múltiplos nas regiões centrais do aglomerado

e um colapso crescente do núcleo. Estes processos são intensificados por perturbações externas como forças de maré do bojo e disco Galácticos e por colisões com nuvens moleculares gigantes, que tendem a perturbar o potencial gravitacional do aglomerado e remover suas estrelas mais fracamente ligadas, em seu halo.

Os estágios finais da evolução de aglomerados abertos têm sido estudados observacionalmente por vários autores (de La Fuente Marcos, 1998; Bica et al., 2001; Pavani & Bica, 2007), sugerindo escalas de tempo da ordem de 1000 M anos para sua dissolução. Nestes estágios, os aglomerados abertos são formados por uma população coronal dispersa associada a um pequeno núcleo, e são caracterizados por serem dificilmente distinguíveis do campo de fundo. A estes objetos chamamos Remanescentes de Aglomerados Abertos (OCR). Simulações de N-corpos de aglomerados em potenciais externos mostram tempos de dissolução típicos entre 500-2500 M anos dependendo de sua massa inicial e distância ao centro da Galáxia (Terlevich, 1987; Portegies Zwart et al., 2001). Estes modelos têm contribuído para compreensão das escalas de tempo de dissolução dos aglomerados em ambientes estelares de diferentes condições.

Para que um aglomerado aberto se mantenha coeso é necessário que o sistema tenha membros estelares suficiente para mantê-lo estável contra seus processos dinâmicos de evaporação de estrelas e que seja suficientemente compacto para sobreviver às forças de maré da Galáxia e aos encontros com nuvens moleculares gigantes. O tempo de evaporação é definido como o tempo necessário para ejeção de todos os membros do sistema por colisões internas, sendo da ordem de $\tau_{ev} \approx 10^2 \tau_{relax}$, onde τ_{relax} é o tempo de relaxação, definido como o tempo necessário para que as interações mútuas entre as estrelas provoquem uma mudança significativa em seu movimento ($\Delta V^2 \approx V^2$). Ele representa uma escala temporal característica na qual a transferência de energia causada pela interação entre as estrelas levam o sistema ao equilíbrio dinâmico. Ele pode ser aproximado por $\tau_{relax} \approx \frac{0,1N}{\ln N} \tau_{cross}$, sendo τ_{cross} o tempo de cruzamento do sistema de N membros (Binney & Tremaine, 2008).

Ao longo de sua evolução, aglomerados abertos sobrevivem, tipicamente, por 100 M anos, apresentando um tempo de cruzamento de 1 M ano. Assim, para que possam sobreviver à desintegração por evaporação de seus membros por 100 M anos, eles precisam apresentar um tempo de relaxação comparável ou maior que seu tempo de cruzamento. Estas condições são atendidas para grupos de pelo menos 35 estrelas com densidade superior a $1,0 M_{\odot} \text{ pc}^{-3}$ (Lada & Lada, 2003). Levando-se em conta estas escalas de tempo e o tempo de formação típico dos aglomerados abertos ($\approx 1-3$ M anos), pode-se inferir que estes objetos se formam fora do estado de equilíbrio virial. Por exemplo, o

tempo de relaxação de um aglomerado contendo 1000 estrelas seria aproximadamente 14 M anos.

Geralmente classificam-se como jovens os aglomerados abertos com idade até 100 M anos, uma vez que ainda não entraram nos estágios evolutivos finais, onde são dispersados pelos processos dinâmicos internos e por influências externas. Aglomerados abertos que tenham sobrevivido por mais de 1000 M anos são considerados velhos e se distinguem por serem mais massivos e concentrados que os aglomerados jovens (Portegies Zwart et al., 2010).

Os aglomerados abertos apresentam uma distribuição Galáctica planar, classificando-os como objetos típicos do disco. Porém suas propriedades físicas podem estar correlacionadas com sua localização na Galáxia. Localidades na parte externa do disco ou fora do plano favorecem fortemente a longevidade dos aglomerados por reduzirem a frequência de encontros com nuvens moleculares gigantes. Adicionalmente, os aglomerados abertos apresentam um gradiente de metalicidade decrescente com a distância galactocêntrica de -0.091 ± 0.014 dex/kpc, com a maior parte destes objetos apresentando metalicidade próxima à solar, $-0.5 < [Fe/H] < 0.2$ (Friel, 1995).

Como a maior parte das estrelas no disco Galáctico podem ter sua origem ligada a aglomerados abertos, estes sistemas têm um papel importante na compreensão das propriedades fundamentais da população estelar da Galáxia. Aglomerados jovens provêm informações importantes sobre processos de formação estelar e são essenciais para delimitação da estrutura espiral do disco. Aglomerados abertos mais velhos são utilizados como indicadores de idade para o disco Galáctico e aqueles em fase de dissolução podem prover vínculos importantes para o estudo da dinâmica em grupos estelares.

Entretanto, a origem da distribuição inicial de massa estelar e os efeitos de perda de massa por ventos e dissipação do gás primordial não são completamente compreendidos e parecem exercer um papel importante no entendimento das propriedades estruturais dos aglomerados em seus estágios iniciais de evolução. Bastian et al. (2008) apresentam evidências de que o raio nuclear de aglomerados jovens se expande durante os primeiros 20 M anos de evolução. Sugerem como um dos mecanismos responsáveis por esta expansão a remoção rápida do gás que altera o potencial gravitacional fazendo com que as estrelas fiquem mais fracamente ligadas e conseqüentemente causando um aumento de tamanho do sistema como um todo. Adicionalmente, aglomerados mais velhos foram sujeitos a mecanismos de destruição como interações com disco-bojo e passagens por braços espirais, ausentes nos aglomerados de formação recente, dificultando a compreensão da estrutura e evolução destes objetos (Larsen, 2008).

Em nossa tentativa de compreender melhor a evolução dos aglomerados abertos, optamos por estudar dois objetos em diferentes estágios de evolução.

NGC 1981 é um aglomerado estelar muito jovem, o qual apenas recentemente emergiu de sua nuvem molecular progenitora, mas que já mostra sinais do processo de dissolução. Com 5 Manos e ainda possuindo poeira remanescente de sua fase de formação, este aglomerado aberto apresenta uma estrutura dispersa com um núcleo compacto e provavelmente será dissolvido nos próximos Manos. Apesar de NGC 1981 mostrar uma pequena sobre-densidade de estrelas em relação ao campo de fundo, sua população estelar jovem e brilhante torna fácil sua identificação. Ao contrário, ESO442-SC04 não possui nenhum sinal claro em sua velha e dispersa população estelar que permita discernir confiavelmente suas estrelas em meio a aquelas pertencentes ao campo de fundo. De fato a similaridade deste objeto à população de campo põe em dúvida se esta pequena sobre-densidade de estrelas é realmente um aglomerado aberto, ou simplesmente um alinhamento fortuito de estrelas. Se ESO442-SC04 formar um sistema fisicamente ligado, sua região interna é consistente com um núcleo remanescente de um aglomerado em dissolução de 2000-3000 Manos. O estudo de objetos nestes estágios extremos de evolução é crucial para a compreensão dos mecanismos físicos envolvidos no nascimento, evolução e dissolução dos aglomerados abertos.

1.3 Trabalhos observacionais

Bases de dados fotométricos no infravermelho (2MASS, Skrutskie et al., 2006), de movimentos próprios (Tycho2, Høg et al., 2000) e astrometria (UCAC3, Zacharias et al., 2010) cobrindo toda a esfera celeste têm sido utilizadas por vários autores para a descoberta e o estudo de aglomerados e candidatos. Dutra & Bica (2001) encontraram 42 novos objetos usando fotometria infravermelha, Alessi et al. (2003) descobriram 11 novos aglomerados na vizinhança solar por meio de movimentos próprios, e mais recentemente Froebrich et al. (2007) listaram 1021 candidatos adicionais utilizando fotometria no infravermelho. Muitos destes alvos entretanto não possuem todos seus parâmetros astrofísicos determinados, ou não foram estudados. De acordo com o catálogo DAML02, menos de 60% dos 2140 aglomerados abertos conhecidos possuem distância, avermelhamento e idade determinados. Além disso, a falta de uniformidade entre os métodos e dados utilizados para se obter tais parâmetros, pode tornar difícil uma comparação direta das propriedades dos aglomerados.

Visando aumentar o número de aglomerados com parâmetros astrofísicos determinados, muitos programas observacionais e métodos de análise tem sido desenvolvidos recentemente. Por exemplo, Mathieu (2000) e colaboradores conduziram o WIYN Open Cluster Study, combinando fotometria pro-

funda e espectroscopia de alta resolução para realização de uma investigação detalhada de vários aglomerados abertos da Galáxia; Moitinho (2001) apresentaram observações de mais de 300 aglomerados abertos, utilizando um mesmo conjunto instrumental (telescópio, CCD, filtros) para obtenção de uma amostra uniforme de dados fotométricos e de parâmetros físicos para os alvos; Piatti et al. (2003) conduziram um projeto de longo prazo determinando ou refinando os parâmetros astrofísicos de alvos poucos estudados utilizando dados fotométricos de alta qualidade; Kharchenko et al. (2005) criaram um algoritmo para identificação e determinação dos parâmetros físicos da população local de aglomerados abertos de maneira homogênea utilizando-se de uma compilação de várias bases de dados existente; Bonatto & Bica (2006, 2007, 2008), Pavani & Bica (2007) e Pavani et al. (2011) desenvolveram uma série de ferramentas para aperfeiçoar a determinação dos parâmetros físicos de aglomerados abertos a partir de fotometria no infravermelho, analisando e caracterizando mais de 200 objetos.

Analisando uma amostra de aglomerados abertos na vizinhança solar, Piskunov et al. (2006) estimam que o número total destes objetos no disco da Galáxia seja da ordem de 10^5 , indicando que a maior parte dos aglomerados abertos da Galáxia permanece não identificada, misturada à população de campo.

1.4 Determinação de pertinência

A contaminação por estrelas de campo, forte avermelhamento interestelar e grandes distâncias são os principais fatores físicos a dificultar a detecção e caracterização de aglomerados estelares. Estes efeitos se tornam mais severos ao se considerar grupos estelares esparsos, ou projetados contra campos densos, como a maior parte dos aglomerados abertos.

Dessa forma, o passo inicial em qualquer estudo do conteúdo estelar de aglomerados abertos é a determinação de suas prováveis estrelas membros. A separação destas estrelas da população de campo é um problema complexo e têm sido realizado segundo diferentes métodos, de acordo com os tipos de dados disponíveis para cada alvo. Neste sentido, é geralmente aceito que a pertinência obtida de dados cinemáticos como velocidades radiais e movimentos próprios é mais confiável que aquelas derivadas de outras grandezas físicas como posição e fotometria (Sánchez & Alfaro, 2009).

Para o cálculo da pertinência por movimento próprio, um método frequentemente empregado é o algoritmo desenvolvido por Sanders (1971), baseado no modelo proposto por Vasilevskis et al. (1958) para distribuição de movimentos próprios na vizinhança de um aglomerado. Cabrera-Cano & Al-

faro (1990) desenvolveram um algoritmo mais geral que utiliza a distribuição espacial das estrelas como vínculo adicional para diferenciar as populações, conseguindo separá-las mesmo quando a distância estatística entre as duas amostras é pequena no espaço de movimentos próprios.

Entretanto, dados cinemáticos estão disponíveis apenas para uma pequena fração dos aglomerados abertos, particularmente os mais próximos. Uma maneira alternativa de desentrelaçar as populações de membros e de campo consiste em explorar suas diferenças fotométricas. Cortes em magnitude e/ou cor podem ser usados como uma maneira rudimentar para se separar estas populações, especialmente para aglomerados jovens e/ou muito populosos. Filtros de cor-magnitude envolvem uma aplicação mais precisa destes cortes, geralmente levando-se em conta o espalhamento da população esperada de membros em torno de uma isócrona e a presença de binárias (Bonatto et al., 2005).

Clariá & Lapasset (1986) adotaram como critério para diferenciar estrelas membro e de campo a posição das estrelas nos diagramas cor-magnitude e cor-cor. Estrelas membro devem representar o mesmo estágio evolutivo na isócrona do aglomerado em ambos os diagramas, com pequenos desvios. Recentemente, Bonatto & Bica (2007) desenvolveram um algoritmo para remover estatisticamente a população de campo, amostrada em um campo de controle próximo, de diagramas cor-magnitude de aglomerados abertos, detectando as regiões apresentando excesso de estrelas membros sobre o campo.

Adicionalmente, a emissão em raios-X é um dos indicadores de pertinência mais confiáveis para a investigação de aglomerados jovens, uma vez que ocorre tanto para sua população estelar massiva quanto para sua população de baixa massa, ainda na pré-sequência principal (Sana et al., 2006). Entretanto, a observação em raios-X usualmente necessita ser realizada de fora da atmosfera terrestre e apresenta uma resolução espacial inferior aos instrumentos de imageamento em bandas ópticas e infravermelhas. Desta forma, observações em raios-X nem sempre são aplicáveis em estudos mais gerais de aglomerados abertos.

Dada a crescente disponibilidade de dados fotométricos de alta qualidade, seja pela realização de *surveys* ou presente nos abundantes bancos de dados de livre acesso, fazem-se necessários métodos de análise fotométricos sofisticados para processamento de um volume cada vez maior de informações sobre estes objetos.

Este trabalho foi estruturado conforme descrito a seguir. No capítulo 2 descrevemos a metodologia empregada e os algoritmos desenvolvidos para realização da análise fotométrica, astrométrica e espectroscópica. No capítulo 3 testamos uma de nossas ferramentas, o método de descontaminação fotométrica, utilizando alvos bem estudados e aglomerados simulados. No

capítulo 4 apresentamos os aglomerados alvos deste estudo, os dados coletados e os procedimentos adotados em sua redução. No capítulo 5 apresentamos os resultados da análise destes objetos usando as ferramentas desenvolvidas e no capítulo 6 discutimos as implicações dos resultados alcançados e a aplicabilidade do método de descontaminação fotométrica. As conclusões e perspectivas são apresentadas no capítulo 7.

Capítulo 2

Metodologia

Descrevemos a seguir os métodos utilizados na implementação de nossas ferramentas de análise para o estudo de aglomerados abertos. Eles são baseados em observações fotométricas (seção 2.1), cinemáticas (seção 2.2), e espectroscópicas (seção 2.3).

2.1 Fotometria

Para caracterizar os objetos de estudo usamos dados fotométricos para construção de diagramas cor-magnitude (CMD) e, a partir do ajuste de isócronas, determinamos os parâmetros físicos de interesse dos alvos. Entretanto, as sequências evolutivas de aglomerados abertos geralmente apresentam forte contaminação por estrelas do disco, dificultando a identificação e caracterização da população estelar do aglomerado. Apesar de não ser possível separar espacialmente as populações pertencentes ao aglomerado e ao campo, suas estrelas geralmente possuem cores distintas e se distribuem de maneira diferente em CMDs e em diagramas cor-cor (TCD). Esta diferença possibilita a separação destas duas populações e forma a base dos métodos fotométricos de identificação e remoção de estrelas de campo.

Neste contexto, desenvolvemos um método para remover a contaminação por estrelas de campo em CMDs, amostrando a população intrusa em um campo de controle próximo e então removendo-a do CMD do aglomerado. Adicionalmente, a aplicação do método requer um estudo prévio das propriedades espaciais do alvo para determinação precisa do centro e da extensão

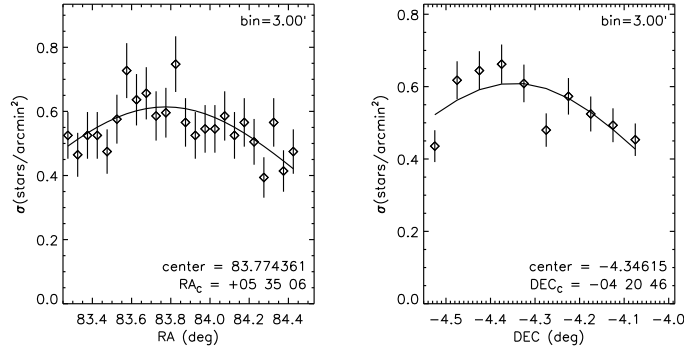


Figura 2.1: Exemplo de ajustes gaussianos em perfis espaciais de densidade em RA e DEC para determinação do centro do aglomerado NGC 1981. Foram utilizados intervalos consecutivos de $3'$ para a construção dos perfis. As barras de erro representam incertezas estatísticas de Poisson, derivadas das contagens de estrelas em cada intervalo. O centro das gaussianas ajustadas também é exibido.

de sua distribuição estelar, acessando assim os parâmetros estruturais do aglomerado. De posse da amostra descontaminada do alvo, seus parâmetros físicos podem ser determinados com maior precisão empregando ajuste de isócronas e sua estrutura e dinâmica melhor compreendidas pelo emprego de outras ferramentas de análise como funções de luminosidade, funções de massa, mapas de densidade estelar e diagramas de vetores de movimento próprio (VPD).

2.1.1 Determinação do centro

A determinação precisa das coordenadas centrais de um aglomerado estelar é um passo essencial para a obtenção de um perfil de densidade radial estelar consistente, já que as coordenadas catalogadas geralmente servem apenas para identificar o alvo, podendo ser imprecisas.

Para estimar o centro de nossos alvos, selecionamos, inicialmente, uma região em torno das coordenadas do catálogo DAML02 e a dividimos em intervalos uniformes em ascensão reta (RA) e declinação (DEC). Em seguida, utilizamos contagens de estrelas dentro de cada intervalo para construir perfis espaciais de densidade estelar e ajustar uma função gaussiana à distribuição de estrelas em RA e em DEC. O valor central de cada gaussiana ajustada é então utilizado para determinar as coordenadas centrais preliminares do aglomerado. A Figura 2.1 mostra um exemplo destes ajustes em RA e DEC, para o aglomerado NGC 1981, utilizando perfis de densidade construídos através de contagens de estrelas em intervalos de $3'$ (três minutos de arco). As coordenadas centrais preliminares obtidas para cada ajuste também são exibidas.

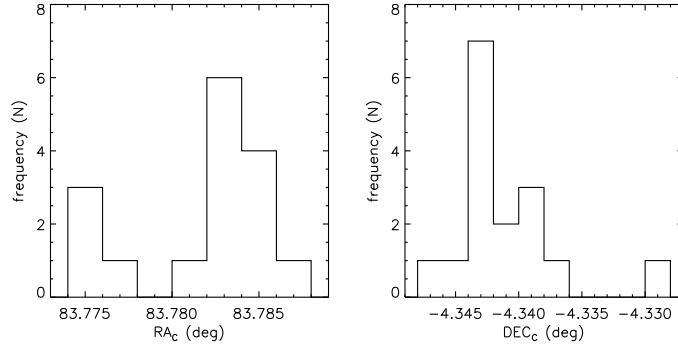


Figura 2.2: Exemplo de histograma mostrando as coordenadas centrais preliminares mais recorrentes, usadas na determinação do centro do aglomerado NGC 1981. A largura de cada intervalo nos histogramas corresponde a 0,002 graus, ou $7,2''$.

Este processo é repetido utilizando-se intervalos em RA e DEC de diferentes larguras, e as coordenadas preliminares encontradas para cada configuração são reunidas em histogramas. O valor preliminar mais recorrente para cada coordenada é adotado como a coordenada central final do alvo. A largura dos intervalos usados deve ser ajustada segundo as características do alvo estudado; alvos mais esparsos requerem faixas mais largas enquanto aqueles mais concentrados permitem faixas mais estreitas, levando a uma maior resolução espacial. Tipicamente são utilizados 16 intervalos com larguras entre $0,25'$ - $4,00'$, resultando em uma resolução de aproximadamente $7''$ (sete segundos de arco) nas coordenadas centrais finais, representadas pelos valores mais recorrentes nos histogramas. A Figura 2.2 mostra um exemplo dos histogramas reunindo as coordenadas centrais preliminares em RA e DEC. Neste exemplo, os valores mais recorrentes em cada histograma foram: $RA_c = 83,783^\circ$ e $DEC_c = -4,343^\circ$, respectivamente, representando as coordenadas centrais adotadas para o alvo.

Idealmente, a região inicial amostrada deve ser grande o bastante para conter a distribuição espacial de estrelas do aglomerado e também, no caso de alvos esparsos, uma fração do campo de fundo, para melhor convergência dos ajustes. Entretanto, baixa densidade estelar ou elevada variação no campo de fundo podem comprometer a determinação do centro segundo este procedimento. Neste caso as coordenadas centrais precisam ser determinadas manualmente segundo outro critério como, por exemplo, o ponto de maior densidade estelar (ver Seção 5.2.1).

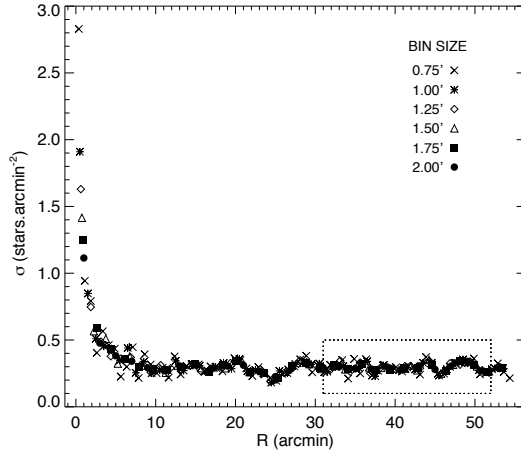


Figura 2.3: RDP combinado usando-se anéis radiais concêntricos com larguras entre $0,75'$ - $2,00'$. A sobredensidade do alvo em relação ao céu parece desaparecer a $\approx 11'$ de distância do centro. Uma região além desse limite (retângulo pontilhado) foi selecionada para determinação da densidade estelar do céu (ver Fig. 2.4).

2.1.2 Parâmetros estruturais

As propriedades estruturais de aglomerados estelares podem ser determinadas por meio de perfis de densidade estelar projetados, tais como o perfil de densidade radial estelar (RDP). Os RDPs de aglomerados geralmente podem ser representados por perfis analíticos descritos por funções com diferentes parâmetros, ligados à estrutura do aglomerado. Estes parâmetros incluem, no caso da função de densidade de King (1962), o raio de maré, raio do núcleo e densidade estelar central. Entretanto, muitos aglomerados abertos são dispersos, apresentando apenas uma pequena sobredensidade de estrelas em relação ao campo. Isso torna difícil o ajuste de funções analíticas a seus RDPs, e conseqüentemente a determinação de seus parâmetros estruturais.

Para minimizar este problema, um perfil de densidade combinado é obtido através da superposição de vários RDPs construídos com anéis de diferentes larguras. Cada RDP é criado contando-se estrelas dentro de anéis consecutivos de largura uniforme, circunscritos à coordenada central do aglomerado, e então dividindo-se o número de estrelas em cada anel pela área do mesmo. O perfil de densidade final é constituído pela superposição de 6 RDPs construídos com anéis de largura entre $0,75'$ - $2,00'$. Os anéis mais estreitos são ideais para se avaliar a densidade estelar no núcleo do aglomerado enquanto aqueles mais largos são apropriados para investigar as regiões externas do alvo, garantindo assim que nenhuma região fique mal amostrada. A Figura 2.3 mostra um exemplo do RDP combinado até uma distância extrema de $55'$ do centro do objeto ESO 442SC04. A partir dele é possível definir um raio limite para o aglomerado, onde a sobredensidade estelar do alvo em relação

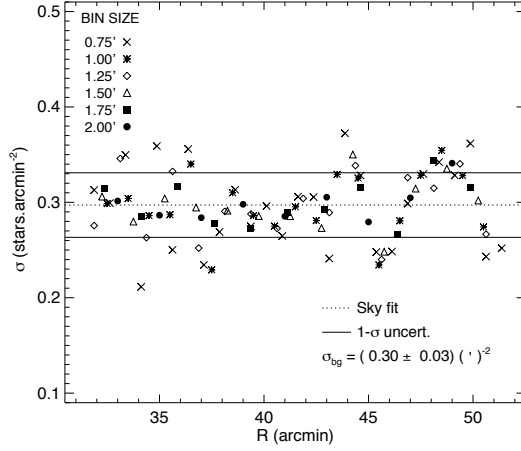


Figura 2.4: Região selecionada para determinação do nível do céu (ver Fig. 2.3). Anéis radiais nesta região foram utilizados na determinação do valor médio e desvio padrão da densidade estelar do céu.

ao campo desaparece completamente; neste caso, $R_{lim} \approx 11'$.

Antes de se realizar o ajuste de funções analíticas ao RDP, é necessário se obter o perfil de densidade subtraído do céu. Além de prover melhor convergência para os ajustes, efetivamente removendo um parâmetro livre, este passo também garante que flutuações estatísticas da população de fundo, tenham impacto minimizado na determinação dos parâmetros estruturais do alvo. Para obtê-lo, a densidade estelar do céu é calculada automaticamente, usando-se a média das densidades estelares avaliadas em intervalos radiais muito além do raio limite do aglomerado. Este valor médio é então subtraído de cada um dos intervalos radiais do RDP. A Figura 2.4 mostra um exemplo da região selecionada para a determinação do nível do céu, a partir do RDP (ver Fig. 2.3). Todos os anéis radiais nesta região são usados para se determinar o valor médio e o desvio padrão da densidade estelar do campo; neste caso $\sigma_{bg} = 0,30 \pm 0,03$ estrelas/ $(')^2$.

Os parâmetros estruturais do aglomerado podem então ser determinados diretamente pelo ajuste de um perfil de King (1962) sobre o RDP subtraído do céu. Este perfil pode ser descrito pela seguinte função analítica:

$$f(r) = \sigma_0 \left[\frac{1}{\sqrt{1 + (r/r_c)^2}} - \frac{1}{\sqrt{1 + (r_t/r_c)^2}} \right]^2 \quad (2.1)$$

onde f representa a distribuição de densidade estelar radial do aglomerado; σ_0 representa a densidade estelar máxima, no centro do aglomerado; r_c e r_t representam, respectivamente, o raio do núcleo e o raio de maré do aglomerado. Para alvos compactos, r_t/r_c assume valores muito grandes de modo

que, para a investigação das regiões internas destes alvos, onde r/r_c assume valores moderados, é válido o emprego da seguinte forma simplificada:

$$f(r) = \frac{\sigma_0}{1 + (r/r_c)^2} \quad (2.2)$$

As equações 2.1 e 2.2 são tipicamente referidas como função de King de 3 parâmetros e função de King de 2 parâmetros, respectivamente.

Inicialmente, a função de King de 2 parâmetros é ajustada ao RDP subtraído do céu para determinar a densidade máxima de estrelas (σ_0) e raio do núcleo (r_c) do aglomerado. Estes parâmetros são então utilizados como estimativas iniciais no ajuste da função de King de 3 parâmetros, para determinação do raio de maré (r_t) e refinamento dos demais parâmetros do alvo. A dispersão dos ajustes destas funções é calculada analiticamente, segundo a teoria de propagação de erros, utilizando-se a incerteza obtida de cada um dos parâmetros estruturais. Para a função de King de 3 parâmetros (Eq. 2.1):

$$\begin{aligned} \Delta^2 f(r) &= \left[\frac{\partial f}{\partial \sigma_0} \Delta \sigma_0 \right]^2 + \left[\frac{\partial f}{\partial r_c} \Delta r_c \right]^2 + \left[\frac{\partial f}{\partial r_t} \Delta r_t \right]^2 + \Delta^2 \sigma_{bg} = \\ &= \left[f(r) \frac{\Delta \sigma_0}{\sigma_0} \right]^2 + \left[\frac{2}{r_c^2} \sqrt{f(r) \sigma_0} \left(\frac{r^2}{[1 + (r/r_c)^2]^{3/2}} - \frac{r_t^2}{[1 + (r_t/r_c)^2]^{3/2}} \right) \frac{\Delta r_c}{r_c} \right]^2 + \\ &\quad + \left[\frac{2}{r_c^2} \sqrt{f(r) \sigma_0} \left(\frac{r_t^2}{[1 + (r_t/r_c)^2]^{3/2}} \right) \frac{\Delta r_t}{r_t} \right]^2 + \Delta^2 \sigma_{bg} \quad (2.3) \end{aligned}$$

Similarmente, para a função de King de 2 parâmetros (Eq. 2.2):

$$\begin{aligned} \Delta^2 f(r) &= \left[\frac{\partial f}{\partial \sigma_0} \Delta \sigma_0 \right]^2 + \left[\frac{\partial f}{\partial r_c} \Delta r_c \right]^2 + \Delta^2 \sigma_{bg} = \\ &= \left[f(r) \frac{\Delta \sigma_0}{\sigma_0} \right]^2 + \left[\frac{2\sigma_0}{r_c^2} \left(\frac{r^2}{[1 + (r/r_c)^2]^2} \right) \frac{\Delta r_c}{r_c} \right]^2 + \Delta^2 \sigma_{bg} \quad (2.4) \end{aligned}$$

Os ajustes realizados utilizam como peso as incertezas estatísticas de Poisson, derivadas das contagens de estrelas em cada intervalo.

A Figura 2.5 mostra um exemplo do ajuste das equações 2.1 e 2.2 e as respectivas incertezas associadas (Eqs. 2.3 e 2.4) aos dados do RDP subtraído do céu. Os parâmetros estruturais derivados, σ_0 , r_c , r_t , e seus respectivos desvios também são exibidos.

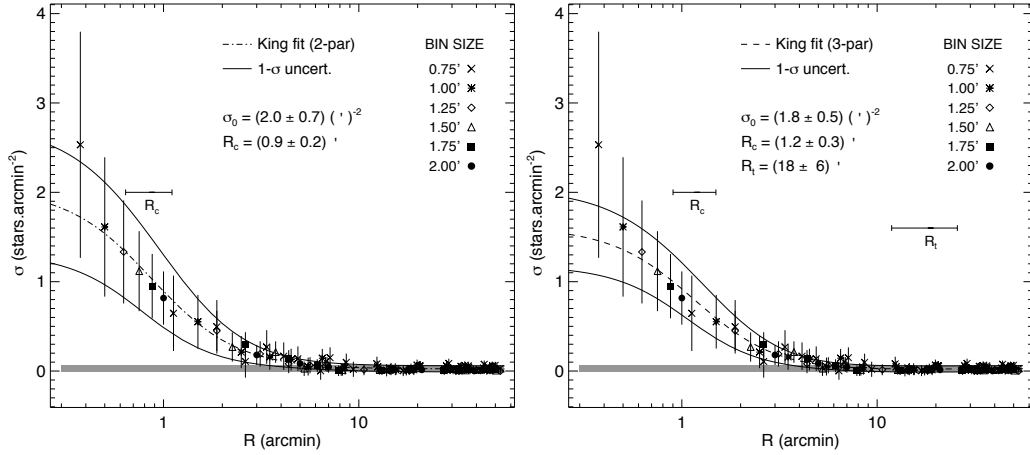


Figura 2.5: Ajuste das equações 2.2 (à esquerda) e 2.1 (à direita) ao RDP subtraído do céu. Barras de erros indicam as incertezas estatísticas de Poisson. Os desvios dos ajustes foram derivados segundo as Eqs. 2.4 e 2.3. A faixa cinza representa o nível do céu, derivado previamente. Os parâmetros estruturais derivados também são exibidos.

2.1.3 Descontaminação de campo e pertinência fotométrica

Desenvolvemos um método para descontaminação de estrelas de campo baseado em dados fotométricos. O método foi baseado no algoritmo de Bonatto & Bica (2007), mas adiciona à análise de pertinência um vínculo extra derivado da distribuição espacial das estrelas e atribui uma probabilidade de pertinência fotométrica a cada estrela no CMD.

Para se aplicar o procedimento de descontaminação de estrelas de campo, inicialmente seleciona-se um campo de comparação apropriado, apresentando densidade estelar e avermelhamento similares aos encontrados na região do alvo. Enquanto campos anelares circunscritos ao aglomerado provêm uma boa amostra da população contaminadora para regiões densas e de céu homogêneo, aglomerados em regiões afetadas por avermelhamento diferencial e/ou apresentando variações na densidade de estrelas de campo geralmente requerem a seleção de um campo adjacente cujas propriedades mais se assemelhem a aquelas em sua direção. Em seguida, constrói-se CMDs tridimensionais para a região do aglomerado e do campo de comparação. Idealmente, considera-se que o CMD da região do aglomerado contenha uma mistura de estrelas pertencentes ao aglomerado e de estrelas contaminadoras do campo e que o CMD do campo de comparação contenha apenas estrelas do campo.

Apesar de quaisquer 3 bandas poderem ser usadas para aplicação do método, foram utilizadas, preferencialmente, as bandas J , H e K_s da base de dados 2MASS, para compor os eixos J , $J-H$ e $J-K_s$. Além desta base de

dados possuir cobertura espacial em toda a esfera celeste, os comprimentos de onda no infravermelho próximo são particularmente sensíveis para se discernir estrelas contaminantes de campo das estrelas pertencentes a aglomerados abertos (Santos et al., 2005). Os CMDs tridimensionais são então divididos em pequenas células de tamanho médio $\Delta J = 0,6$ mag, $\Delta(J-H) = 0,3$ mag, e $\Delta(J-K_s) = 0,3$ mag formando uma grade, idêntica em ambos CMDs. Em geral, estas dimensões são pequenas o bastante para detectar variações locais da contaminação por estrelas de campo nas várias sequências no CMD, mas grande o bastante para acomodar uma amostra significativa de estrelas. Estas dimensões também são aproximadamente dez vezes maiores que as incertezas médias nas magnitudes e cores das estrelas, e garantem que os erros fotométricos tenham pouca ou nenhuma influência no posicionamento das estrelas na grade de células.

Para cada célula, conta-se o número de estrelas confinadas no CMD da região do aglomerado, $N_{\text{clu+fld}}$, e o número de estrelas confinadas na célula equivalente (de mesma posição) no CMD do campo de controle, N_{fld} . Uma amostra descontaminada preliminar é então criada ao se remover desta célula, no CMD do aglomerado, o número esperado de estrelas de campo (N_{clu}). Particularmente, ao se remover estrelas em uma dada célula, prioriza-se a exclusão daquelas mais distantes do centro do aglomerado. Adicionalmente, células apresentando sobredensidade de estrelas de campo em relação ao número de estrelas na região aglomerado ($N_{\text{fld}} > N_{\text{clu+fld}}$) têm todas as estrelas confinadas em seu interior removidas do CMD da região do aglomerado.

Um valor preliminar de probabilidade de pertinência fotométrica também é atribuído a todas as estrelas confinadas em uma dada célula do CMD da região do aglomerado, baseado na sobredensidade de estrelas em seu interior em relação à célula equivalente no CMD do campo, de acordo com a relação:

$$P = \begin{cases} (N_{\text{clu+fld}} - N_{\text{fld}})/N_{\text{clu+fld}} & (N_{\text{clu+fld}} > N_{\text{fld}}) \\ 0 & (N_{\text{clu+fld}} \leq N_{\text{fld}}) \end{cases} \quad (2.5)$$

Probabilidade de pertinência nula é atribuída a todas as estrelas confinadas em um célula onde haja sobredensidade de estrelas de campo em relação ao aglomerado ($N_{\text{fld}} > N_{\text{clu+fld}}$). É importante notar que mesmo estrelas removidas do CMD têm um valor preliminar de probabilidade de pertinência fotométrica atribuída. A Figura 2.6 exemplifica o procedimento preliminar de descontaminação e atribuição de probabilidade de pertinência fotométrica descrito, ao comparar os CMDs da região de NGC 1981, do campo de controle e o CMD resultante, projetados nos planos $J \times J-H$ e $J \times J-K_s$. As dimensões da grade de células adotada e as contagens de estrelas projetadas em cada célula também são exibidas.

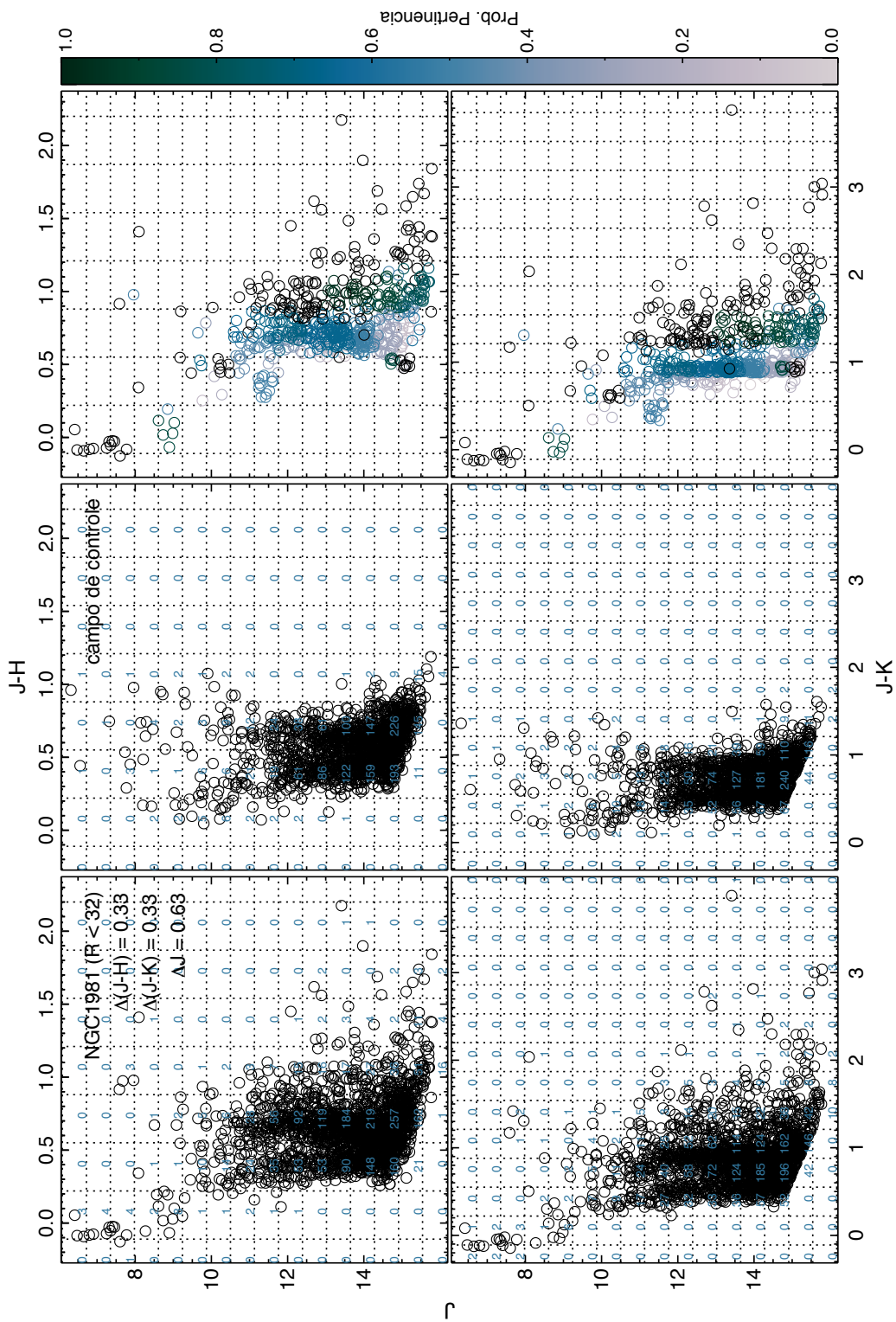


Figura 2.6: Exemplo do estágio preliminar de descontaminação e atribuição da probabilidade de pertinência fotométrica às estrelas do alvo. CMDs da região de NGC 1981 (à esquerda) campo de controle (ao meio) e descontaminado (à direita) são exibidos nos planos $J \times J-H$ (acima) e $J \times J-K_s$ (abaixo). Linhas pontilhadas indicam a grade de células adotadas e a barra de cor indica a probabilidade de pertinência fotométrica atribuída às estrelas do aglomerado. O número projetado de estrelas em cada célula também é exibido.

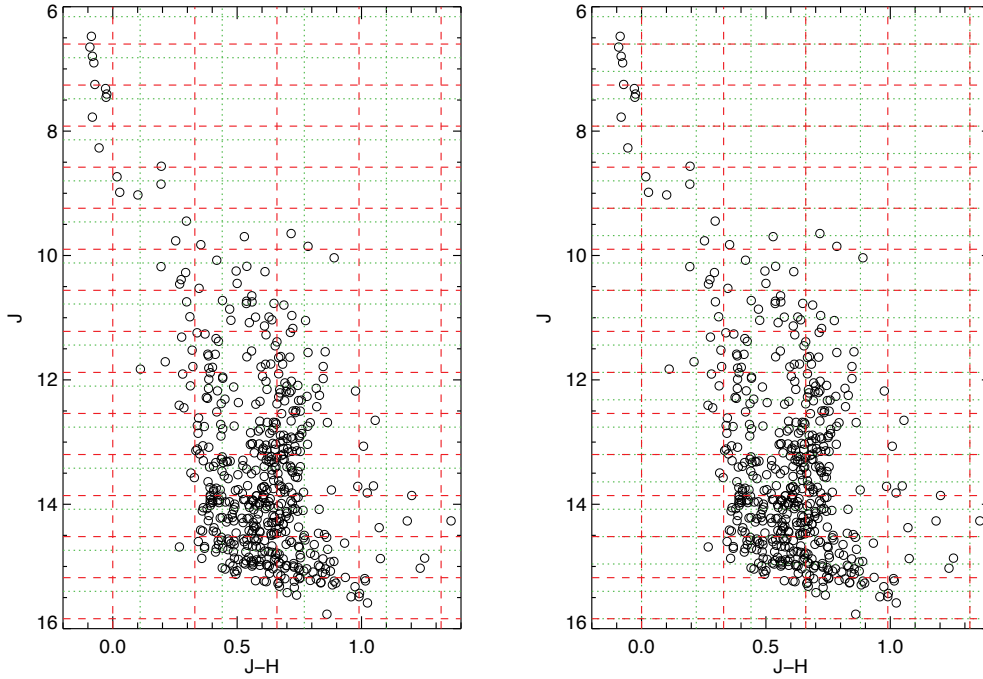


Figura 2.7: Comparação da grade de células inicial com uma configuração de grade onde as células foram deslocadas nos eixos J e $J-H$ (à esquerda), e com uma configuração de grade onde o tamanho das células foi reduzido nos eixos J e $J-H$ (à direita). As linhas tracejadas vermelhas representam a configuração inicial de células; as linhas pontilhadas verdes representam a grade de células alterada.

Para se minimizar efeitos ligados à escolha dos parâmetros iniciais, repete-se o método descrito utilizando-se múltiplas configurações da grade de células e alterando-se, em cada configuração, o tamanho ou posição das células na direção de um dos eixos do CMD. O tamanho das células é modificado aumentando-se ou diminuindo-se a dimensão linear das células em um dado eixo do CMD, por um terço de seu tamanho médio neste eixo (ΔJ , $\Delta(J-H)$ ou $\Delta(J-K_s)$). A posição das células no CMD é alterada deslocando-se toda a grade de células, no sentido positivo ou negativo de um dado eixo, em um terço da dimensão linear das células neste mesmo eixo. Considerando-se todas as possíveis configurações, 729 grades de células com diferentes características são utilizadas para se gerar diferentes conjuntos preliminares de probabilidades de pertinência fotométrica e para se excluir diferentes grupos de estrelas de campo. A Fig. 2.7 compara, no CMD da região do aglomerado, a grade inicial de células com uma configuração de grade onde a posição das células foi alterada, e com uma configuração de grade onde o tamanho das células foi alterado.

A amostra descontaminada final é então obtida por meio da definição do

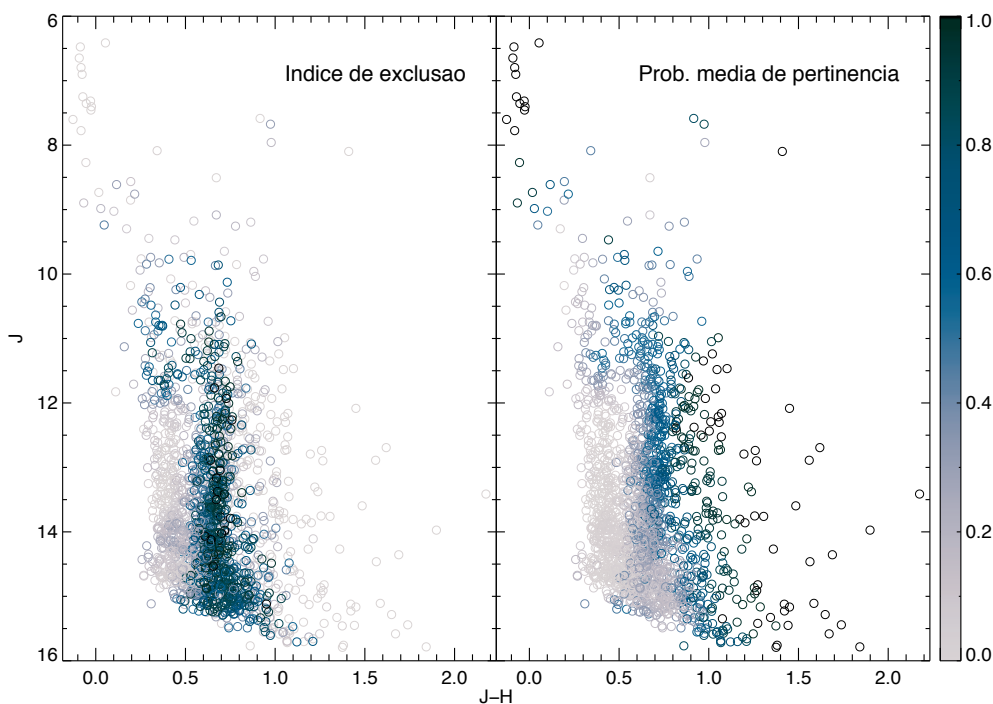


Figura 2.8: Índices de exclusão (à esquerda) e probabilidades médias de pertinência (à direita) resultantes de 729 aplicações do método de descontaminação mostrado na Fig. 2.6. A barra de cor indica o índice de exclusão e a probabilidade de pertinência.

índice de exclusão. Este índice é definido para cada estrela no CMD da região do aglomerado contando-se o número de configurações em que a dada estrela foi excluída do CMD do alvo nos processos preliminares de descontaminação de campo, e então normalizando-se pelo número total de configurações. A amostra descontaminada final é então construída excluindo-se estrelas que apresentem índice de exclusão maior que um dado valor limite. Tipicamente, se excluem estrelas que apresentem índice de exclusão maior que 0,5 – que tenham sido excluídas em mais de 50% das configurações de grade adotadas. Similarmente, a probabilidade de pertinência fotométrica final das estrelas do alvo é determinada tomando-se a média das probabilidades de pertinência preliminares obtidas em cada uma das configurações da grade de células adotada. A Figura 2.8 mostra os índices de exclusão e as probabilidades médias de pertinência calculadas para o aglomerado NGC 1981, cujo CMD é exibido na Fig. 2.6.

Ambos os indicadores estatísticos desenvolvidos se complementam na criação da amostra descontaminada já que as possíveis estrelas de campo podem ser identificadas tanto por exibirem baixos valores de probabilidade de pertinência fotométrica, quanto por exibirem um elevado índice de exclusão.

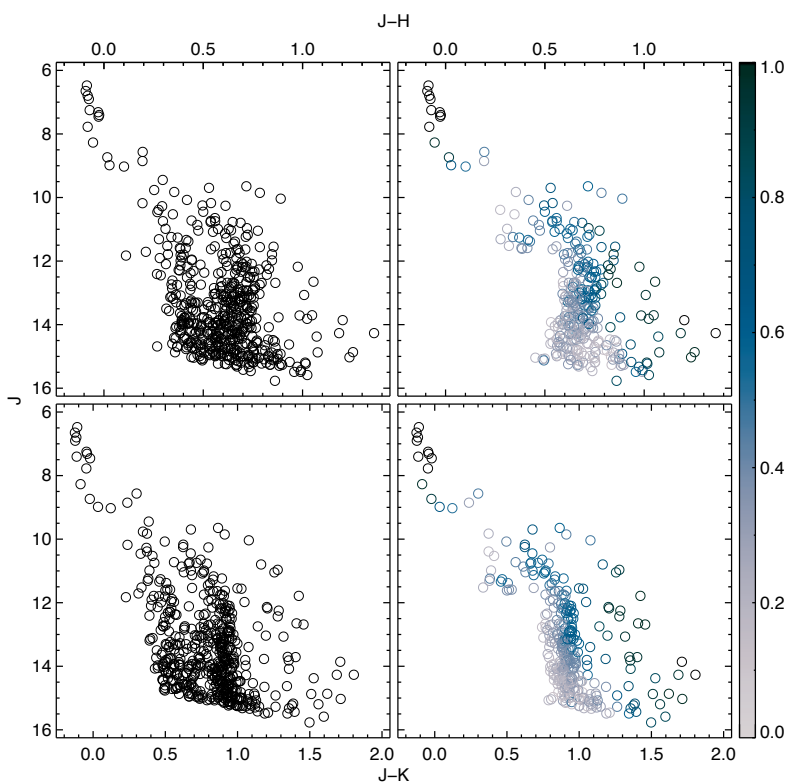


Figura 2.9: Exemplo de obtenção da amostra descontaminada final, removendo-se estrelas com taxa de exclusão maior que 50% ou com probabilidade de pertinência menor que 10%. Os CMDs da região do aglomerado (à esquerda) e da amostra descontaminada final (à direita) são comparados, para uma região interna do alvo exibido na Fig. 2.6. A barra de cor indica a probabilidade de pertinência fotométrica final das estrelas.

A Figura 2.9 mostra um exemplo de seleção da amostra descontaminada final, obtida pela remoção de estrelas apresentando índice de exclusão maior que 0,5 ou probabilidade de pertinência normalizada menor que 0,1. Também são exibidos os CMDs contendo a amostra inicial de estrelas na região do aglomerado (Fig. 2.6) e a amostra descontaminada final.

Um sumário dos passos realizados pelo algoritmo na determinação das probabilidades fotométricas de pertinência ao alvo é apresentado abaixo, para uma única grade de células:

- CMDs tridimensionais são construídos a partir das amostras de dados da região do aglomerado e do campo com eixos: $[J, (J-H), (J-K_s)]$
- o tamanho inicial das células em cada eixo é definido segundo os erros fotométricos médios ($\bar{\sigma}$) de cada índice:

$$\Delta J_0 = 20 \bar{\sigma}_J$$

$$\Delta (J-H)_0 = 10 \bar{\sigma}_{(J-H)}$$

$$\Delta (J-K_s)_0 = 10 \bar{\sigma}_{(J-K_s)}$$
- os CMDs são divididos em uma grade de células com origem arbitrária comum em[†]:

$$J_0 = \lceil \min\{J\} / \Delta J_0 \rceil \Delta J_0$$

$$(J-H)_0 = \lceil \min\{(J-H)\} / \Delta (J-H)_0 \rceil \Delta (J-H)_0$$

$$(J-K_s)_0 = \lceil \min\{(J-K_s)\} / \Delta (J-K_s)_0 \rceil \Delta (J-K_s)_0$$
- uma dada estrela no CMD da região do aglomerado, com índices fotométricos $[J_*, (J-H)_*, (J-K_s)_*]$, estará dentro da enésima célula ($n = [n_1, n_2, n_3]$) posicionada no CMD entre:

$$[J_{n_1}, J_{n_1+1}] = [J_0 + n_1 \Delta J_0, J_0 + (n_1 + 1) \Delta J_0]$$

$$[(J-H)_{n_2}, (J-H)_{n_2+1}] = [(J-H)_0 + n_2 \Delta (J-H)_0, (J-H)_0 + (n_2 + 1) \Delta (J-H)_0]$$

$$[(J-K_s)_{n_3}, (J-K_s)_{n_3+1}] = [(J-K_s)_0 + n_3 \Delta (J-K_s)_0, (J-K_s)_0 + (n_3 + 1) \Delta (J-K_s)_0]$$
- a probabilidade de pertinência fotométrica ao alvo para esta estrela é calculada segundo o número de estrelas dentro de sua célula no CMD da região do aglomerado ($N_{clu+fld}$) e o número de estrelas na mesma célula do CMD do campo (N_{fld}):

$$P_n = (N_{clu+fld} - N_{fld}) / N_{clu+fld} \quad \text{caso } N_{fld} < N_{clu+fld}$$

$$P_n = 0 \quad \text{caso } N_{fld} \geq N_{clu+fld}$$
- caso P_n seja nulo, todas as estrelas ($N_{clu+fld}$) são removidas da célula
- caso P_n seja não nulo, N_{fld} estrelas são removidas da enésima célula do CMD da região do aglomerado, obedecendo um critério de distância projetada ao centro do alvo;
- as estrelas restantes na célula ($N_{clu+fld} - N_{fld}$) compõem a amostra descontaminada desta célula.

[†] $\lceil x \rceil = \max\{m \in \mathbb{Z} \mid m \leq x\}$

Variando-se o tamanho das células e posição da grade de células, obtêm-se diferentes configurações onde a probabilidade de pertinência atribuída a uma dada estrela variará conforme cada configuração. Neste caso o método precisa ser generalizado adotando-se as seguintes modificações:

- os tamanhos de célula a serem utilizados são obtidos somando-se ou subtraindo-se $1/3$ do tamanho médio da célula:

$$\begin{aligned}\Delta J_i &= \Delta J_0 + \alpha_i & \alpha_i &= \frac{\Delta J_0}{3} i, \\ \Delta(J-H)_j &= \Delta(J-H)_0 + \beta_j & \beta_j &= \frac{\Delta(J-H)_0}{3} j, \\ \Delta(J-K_s)_k &= \Delta(J-K_s)_0 + \gamma_k & \gamma_k &= \frac{\Delta(J-K_s)_0}{3} k;\end{aligned}$$

onde $i = j = k = [-1, 0, 1]$.

- as diferentes posições da grade de células a serem utilizadas são obtidas deslocando-se a origem da grade em um terço do tamanho da célula em um dado eixo:

$$\begin{aligned}J'_{if} &= J_0 + \delta_{if} & \delta_{if} &= \frac{\Delta J_i}{3} f, \\ (J-H)'_{jg} &= (J-H)_0 + \varepsilon_{jg} & \varepsilon_{jg} &= \frac{\Delta(J-H)_j}{3} g, \\ (J-K_s)'_{kh} &= (J-K_s)_0 + \zeta_{kh} & \zeta_{kh} &= \frac{\Delta(J-K_s)_k}{3} h;\end{aligned}$$

onde $f = g = h = [-1, 0, 1]$.

- a posição da n -ésima célula no CMD, contendo uma dada estrela com índices fotométricos $[J_*, (J-H)_*, (J-K_s)_*]$, dependerá da escolha da origem da grade e do tamanho da célula adotados ($n = [n_1(if), n_2(jg), n_3(kh)]$):

$$\begin{aligned}J_{n_1} &= J'_{if} + n_1(if)\Delta J_i, \\ (J-H)_{n_2} &= (J-H)'_{jg} + n_2(jg)\Delta(J-H)_j \\ (J-K_s)_{n_3} &= (J-K_s)'_{kh} + n_3(kh)\Delta(J-K_s)_k;\end{aligned}$$

- similarmente, a probabilidade de pertinência fotométrica desta estrela dependerá da célula onde estiver localizada:

$$P_n(i,j,k,f,g,h) = (N_{\text{clu+fld}}(n) - N_{\text{fld}}(n))/N_{\text{clu+fld}}(n)$$

- o valor adotado para a probabilidade de pertinência desta estrela corresponde a uma média sobre todas as configurações possíveis:

$$\overline{P_*} = \frac{1}{3^6} \sum_{i=-1}^1 \sum_{j=-1}^1 \sum_{k=-1}^1 \sum_{f=-1}^1 \sum_{g=-1}^1 \sum_{h=-1}^1 P_n$$

2.1.4 Determinação dos parâmetros astrofísicos

Os parâmetros astrofísicos idade, distância e avermelhamento são determinados utilizando-se isócronas de Padova para as bandas fotométricas do catálogo 2MASS (Bonatto et al., 2004) ou para as bandas fotométricas de Johnson-Cousins (Marigo et al., 2008), ajustadas em CMDs e em TCDs para as estrelas do alvo. Trilhas evolutivas para estrelas jovens na fase pré-sequência principal (PMS) (Siess et al., 2000) também são empregadas para estudo de alvos embebidos ou apresentando outros sinais de juventude. Geralmente, adota-se isócronas de metalicidade solar, já que este valor representa bem o conteúdo metálico da maior parte dos aglomerados abertos do disco.

Os valores iniciais dos parâmetros dos alvos são, quando existentes, geralmente guiados por estudos anteriores, publicados em catálogos tais como DAML02. Estimativas do avermelhamento interestelar também são derivadas a partir de interpolações nos mapas integrados de poeira (Schlegel et al., 1998) e de HI (Burstein & Heiles, 1982) na direção do alvo, utilizando as relações de extinção definidas em Rieke & Lebofsky (1985), exibidas na Tabela 2.1.

Tabela 2.1: Relações de extinção adotadas (Rieke & Lebofsky, 1985)

λ	U	B	V	R	I	J	H	K
A_λ/A_V^*	1,531	1,324	1,000	0,748	0,482	0,282	0,175	0,112

$$*A_V = 3,09 E(B - V)$$

Auxiliados por estes valores, o ajuste de isócronas é então realizado manualmente sobre a amostra descontaminada em CMDs e TCDs, determinando assim os parâmetros astrofísicos do alvo. As incertezas destes parâmetros são obtidas verificando-se as variações máximas em torno dos parâmetros ótimos, para o qual o ajuste continua satisfatório, particularmente para as estrelas mais brilhantes. A Figura 2.10 mostra o ajuste de isócrona para estrelas da amostra descontaminada do aglomerado NGC 1981 e os parâmetros físicos idade, módulo de distância e avermelhamento interestelar obtidos.

A amostra descontaminada final e as probabilidades fotométricas de pertinência atribuídas às estrelas do alvo também podem ser associadas a outros conjuntos de dados, gerando assim vínculos adicionais para determinação dos parâmetros do alvo e análise de sua população estelar.

Em um exemplo deste processo, dados fotométricos BVRI para NGC 1981 são correlacionados com a amostra descontaminada 2MASS, segundo as coordenadas celestiais das estrelas. A população de estrelas membro e suas probabilidades de pertinência ao aglomerado são então herdadas da análise

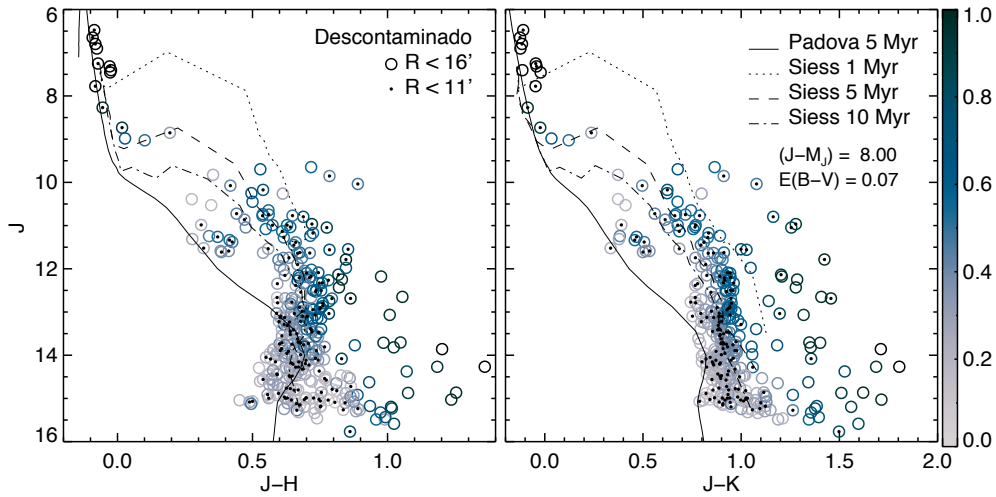


Figura 2.10: Ajuste de isócronas sobre a amostra descontaminada de NGC 1981 nos CMDs $J \times J-H$ (à esquerda) e $J \times J-K$ (à direita). São exibidas isócronas para estrelas anãs (5 M anos) e para estrelas na fase PMS (1, 5 e 10 M anos). Os parâmetros astrofísicos $E(B-V)$ e $(m-M)_0$ foram determinados a partir do ajuste da isócrona de 5 M anos, a idade adotada para o alvo.

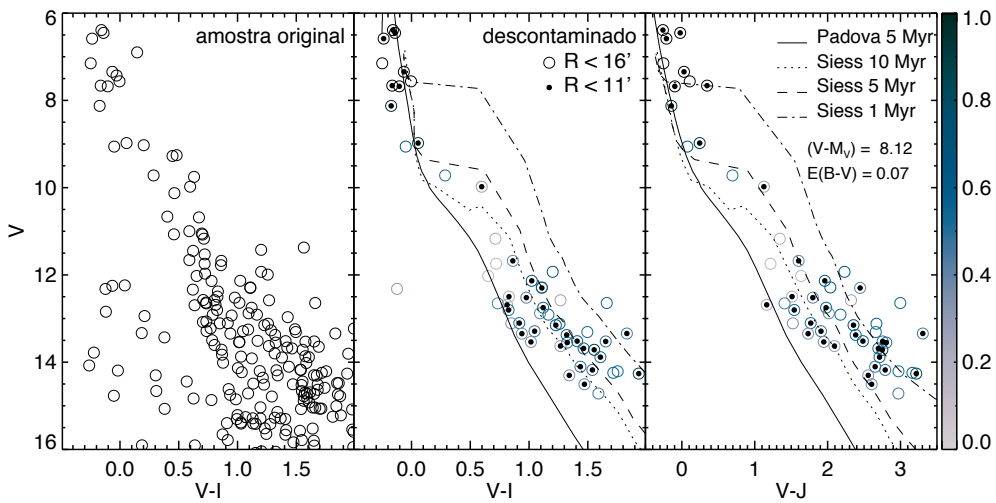


Figura 2.11: Correlação de fotometria BVRI com a amostra 2MASS analisada. A amostra descontaminada, herdada da análise no infravermelho, é comparada nos diagramas $V \times V-I$ (ao centro) e $V \times V-J$ (à direita) com a amostra original de estrelas (à esquerda).

no infravermelho, que conta com um número maior de estrelas. A Figura 2.11 compara a distribuição de estrelas no CMD para a amostra original de dados BVRI, e para a amostra descontaminada segundo a análise dos dados 2MASS. Os ajustes de isócronas nas bandas óptica e infravermelha são consistentes.

2.1.5 Função de massa

A função de massa (MF) descreve a distribuição de massa de uma dada população estelar. Ela é uma importante ferramenta de análise que permite acessar as propriedades da evolução dinâmica de sistemas estelares. Aglomerados abertos são formados com uma distribuição de massas estelares universal dada pela função inicial de massa (IMF) (Kroupa, 2001). Ao se comparar a distribuição de massa em diferentes regiões do alvo, torna-se possível identificar processos evolutivos importantes como a segregação de massa, que leva à evaporação de estrelas de baixa massa. Além disso, a comparação desta distribuição com uma função inicial de massa estimada pode ser utilizada como um indicador do atual estágio dinâmico da população estelar.

Para se construir a MF deriva-se, inicialmente, a função de luminosidade (LF) do alvo. A LF descreve a distribuição de estrelas por intervalo de brilho e é criada contando-se o número de estrelas presente em um dado intervalo de magnitude, segundo a relação:

$$\mathcal{N}(M_i) = \varphi(M_i)\Delta M_i \quad (2.6)$$

onde $\mathcal{N}(M_i)$ representa o número de estrelas dentro do intervalo de magnitudes ΔM_i , centrado em M_i , e $\varphi(M_i)$ representa a função de luminosidade avaliada no intervalo, segundo a definição formal:

$$\varphi(M) \equiv \frac{dN}{dM} \quad (2.7)$$

A MF é construída intervalo a intervalo, utilizando-se a relação massa-luminosidade obtida a partir da melhor isócrona ajustada ao CMD do aglomerado, segundo a relação:

$$\phi(m_i) = \left. \frac{dN}{dM} \right|_{M_i} \left. \frac{dM}{dm} \right|_{m_i} = \frac{\mathcal{N}(M_i)}{\Delta M_i} \left. \frac{dM}{dm} \right|_{m_i} \quad (2.8)$$

onde m_i representa um valor de massa correspondente à magnitude M_i , obtido a partir da relação massa-luminosidade (ver Fig. 2.12), dM/dm representa a inclinação da relação massa-luminosidade e $\phi(m_i)$ representa a função de massa avaliada no intervalo, segundo a definição formal:

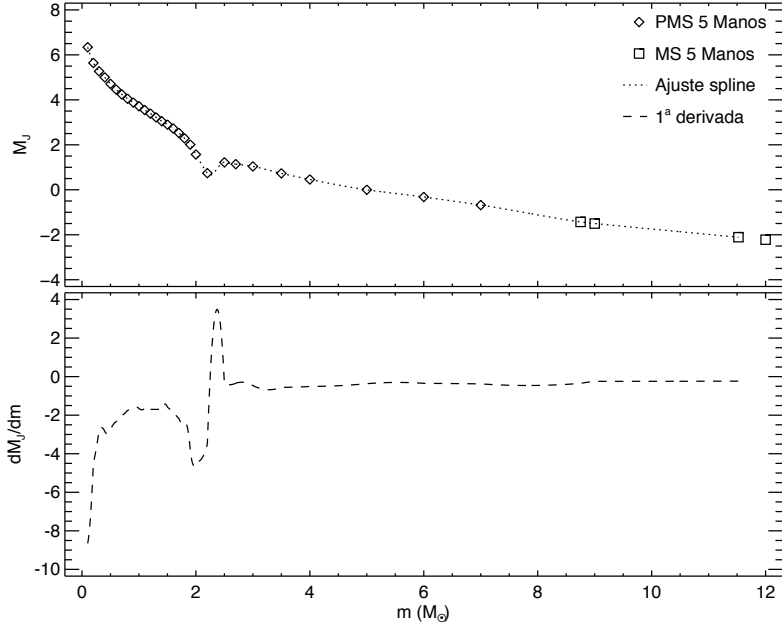


Figura 2.12: Relação massa-luminosidade derivada a partir de isócronas de 5 Manos (painel superior) e sua primeira derivada (painel inferior).

$$\phi(m) \equiv \frac{dN}{dm} \quad (2.9)$$

O número de estrelas em um dado intervalo de massa pode ser obtido integrando-se a função de massa neste intervalo:

$$\mathcal{N}(m_i) = \phi(m_i)\Delta m_i = \mathcal{N}(M_i) \frac{\Delta m_i}{\Delta M_i} \frac{dM}{dm} \Big|_{m_i} \quad (2.10)$$

onde $\mathcal{N}(m_i)$ representa o número de estrelas com massa m_i e Δm_i é o intervalo de massa correspondente ao intervalo de magnitudes ΔM_i , obtido a partir da relação massa luminosidade.

A massa total (m) pode então ser calculada:

$$m = \sum_i \mathcal{N}(m_i) m_i \quad (2.11)$$

Para o caso de NGC 1981, a Fig. 2.12 mostra a relação massa-luminosidade obtida a partir de isócronas de 5 Manos, combinando-se modelos para pré-sequência principal e sequência principal. Uma função polinomial cúbica do tipo *spline* foi ajustada à relação massa luminosidade e sua primeira derivada determinada.

A figura 2.13 mostra um exemplo de função de luminosidade, construída através de contagens estelares em intervalos de 0,4 mag., no filtro J e a

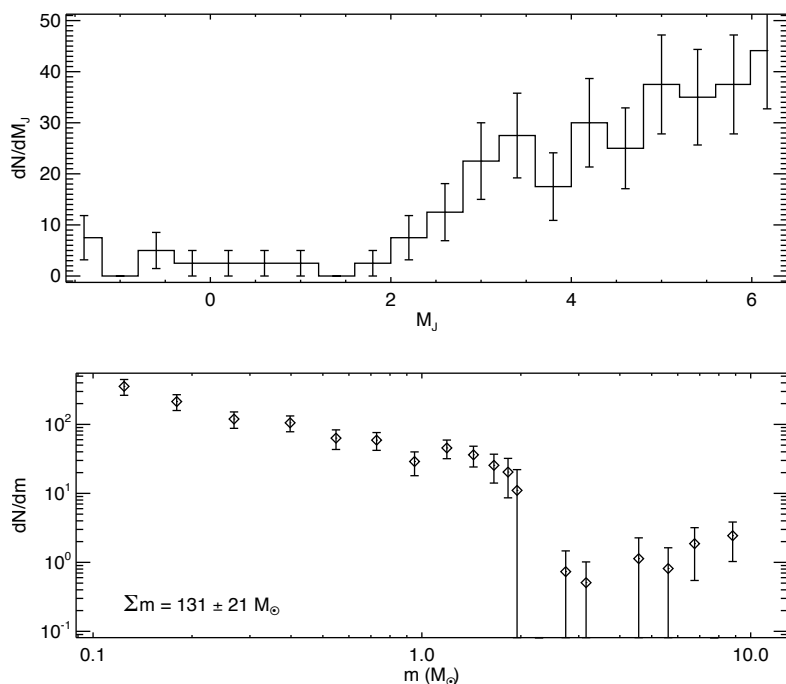


Figura 2.13: Função de luminosidade construída através da contagem de estrelas em intervalos de 0,4 mag., na banda J (painel superior). Função de massa derivada utilizando a relação massa-luminosidade (Fig. 2.12). A massa total é indicada. Os dados utilizados correspondem a uma amostra descontaminada (Fig. 2.9).

função de massa computada conforme a equação 2.8. As barras de erro correspondem à propagação da incerteza de Poisson. A massa total foi calculada segundo a equação 2.11.

2.2 Astrometria

Movimentos próprios extraídos do *Third US Naval Observatory CCD Astrometry Catalog* (UCAC3; Zacharias et al., 2010) são utilizados para investigar as propriedades cinemáticas da população estelar dos alvos e para avaliar a confiabilidade das probabilidades de pertinência atribuídas fotometricamente. Apesar de contar com uma amostra de estrelas reduzida em relação aos dados 2MASS a correlação entre estas bases de dados é realizada prontamente, permitindo o emprego da análise fotométrica de descontaminação realizada, para discernir estrelas pertencentes ao aglomerado das estrelas do campo nos diagramas de vetores de movimento próprio. A Figura 2.14 mostra um exemplo desta aplicação para NGC 1981.

As componentes do movimento próprio de cada estrela em ascensão reta,

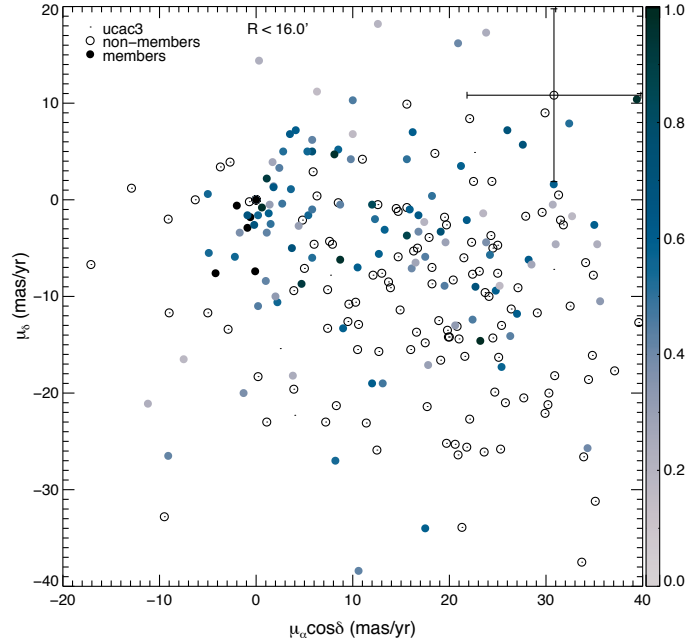


Figura 2.14: Exemplo de VPD comparando os movimentos próprios da população de campo e das estrelas membro de NGC 1981, conforme atribuído pela análise fotométrica de descontaminação. A barra de cor indica a probabilidade de pertinência fotométrica. As incertezas médias nos movimentos próprios também são exibidas.

$\mu_\alpha \cos \delta$, e em declinação, μ_δ , são utilizadas para determinar o módulo do movimento próprio total $|\mu|$ e o ângulo de posição do movimento próprio θ_μ , segundo as seguintes definições:

$$\mu = \sqrt{(\mu_\alpha \cos \delta)^2 + \mu_\delta^2} \quad (2.12)$$

$$\theta_\mu = \arctan\left(\frac{\mu_\alpha \cos \delta}{\mu_\delta}\right) \quad (2.13)$$

A diferença entre as distribuições das estrelas pertencentes ao aglomerado e as estrelas de campo no VPD é avaliada a partir de histogramas contendo as distribuições do módulo de movimento próprio ($|\mu|$), do ângulo de posição (θ_μ) e das projeções $\mu_\alpha \cos \delta$ e μ_δ de cada população, exibidos na Figura 2.15. Para o caso de NGC 1981, os histogramas mostram que a seleção fotométrica de membros inclui estrelas com movimentos próprios na mesma direção da amostra de não-membros, mas com módulo consideravelmente menor. Este resultado fornece um vínculo independente que suporta a validade do método de descontaminação.

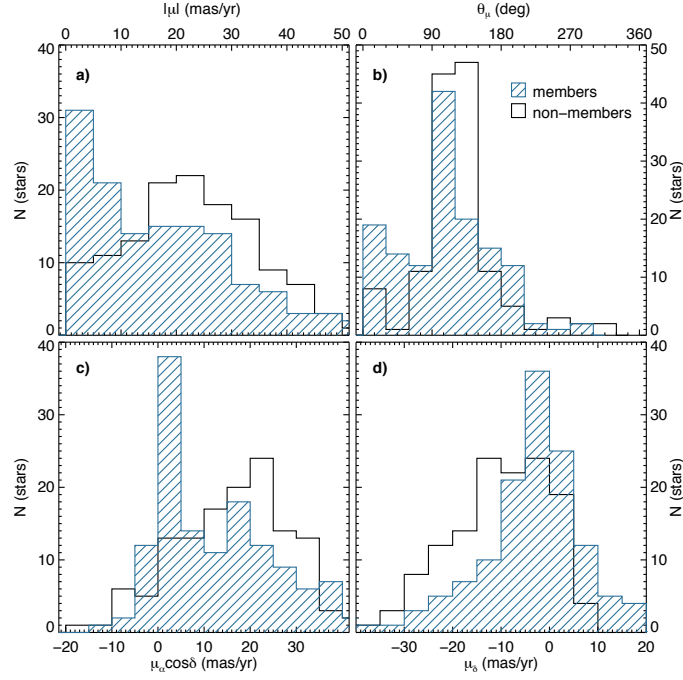


Figura 2.15: Histogramas comparando a distribuição espacial dos movimentos próprios, para estrelas do campo e estrelas pertencentes ao aglomerado, projetadas em: (a) $|\mu|$, (b) θ_μ , (c) $\mu_\alpha \cos \delta$ e (d) μ_δ .

Adicionalmente, a amostra descontaminada de dados cinemáticos também pode ser usada para se determinar parâmetros ligados à evolução dinâmica dos aglomerados abertos como o tempo médio de cruzamento t_{cross} e o tempo de relaxação t_{relax} de sua população estelar. Conhecendo-se a distância até o alvo, d , e seu raio angular r , inferimos seu tamanho físico R segundo a relação:

$$R(pc) = 2r(rad) d(pc) \quad \therefore \quad R(pc) = \frac{2\pi}{10800} r(') d(pc) \quad (2.14)$$

Similarmente, a dispersão das velocidades estelares projetadas no plano do céu, σ_v^λ , pode ser determinada utilizando-se a dispersão do módulo de movimento próprio das estrelas σ_μ , segundo a relação:

$$\sigma_v^\lambda(\text{km/s}) = \sigma_\mu(\text{rad/s}) d(\text{km}) \quad \therefore \quad \sigma_v^\lambda(\text{km/s}) = 4,74 \sigma_\mu(''/\text{ano}) d(\text{pc})$$

Supondo que as estrelas do aglomerado possuam uma distribuição isotrópica de velocidades, pode-se obter a dispersão das velocidades espaciais, σ_v , a partir da dispersão de suas velocidades no plano do céu:

$$\sigma_v = \sqrt{\frac{3}{2}} \sigma'_v \quad \therefore \quad \sigma_v(\text{km/s}) = 5,81 \sigma_\mu(''/\text{ano}) d(\text{pc}) \quad (2.15)$$

O tempo de cruzamento pode então ser determinado segundo a relação:

$$t_{cross} = R/\sigma_v \quad (2.16)$$

Este valor, juntamente com o número de estrelas membro N do alvo podem ser então usados para se determinar o tempo de relaxação do aglomerado (Binney & Tremaine, 1987):

$$t_{relax} = \frac{N}{(8 \ln N)} t_{cross} \quad (2.17)$$

Para o caso exemplificado, estes tempos são $t_{cross} = 0,10$ M anos e $t_{relax} = 0,42$ M anos, indicando que as estrelas de NGC 1981 tiveram tempo para realizar várias órbitas em torno do poço de potencial central do aglomerado e para interagir gravitacionalmente entre si. Estes encontros são responsáveis pela equipartição de energia entre as estrelas, fazendo com que aquelas de maior massa adotem órbitas mais internas enquanto as de menor massa percorram órbitas cada vez mais externas.

2.3 Espectroscopia

Para determinar os parâmetros estelares fundamentais e a velocidade radial das estrelas dos alvos utilizamos a biblioteca espectral ELODIE 3.1 (Prugniel & Soubiran, 2001; Moutaka et al., 2004), como referência para aplicação da técnica de correlação cruzada. A biblioteca inclui 1962 espectros de 1388 estrelas, cobrindo o intervalo espectral entre $3892 \text{ \AA} - 6800 \text{ \AA}$ com boa amostragem dos parâmetros atmosféricos T_{eff} , $\log g$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$ (Figs. 2.16, 2.17). Como os espectros da biblioteca foram obtidos a uma resolução $R=10000$, eles foram degradados para uma resolução equivalente a dos espectros de ciência.

A tarefa FXCOR do programa IRAF, utilizada para realizar a correlação cruzada, necessita dos parâmetros correspondentes à data juliana heliocêntrica e velocidade radial heliocêntrica dos espectros de referência para a obtenção da velocidade radial heliocêntrica dos espectros de ciência. Os espectros de referência da biblioteca sem informação relativa a estes parâmetros foram removidos. Ao total, restaram 1840 espectros de referência.

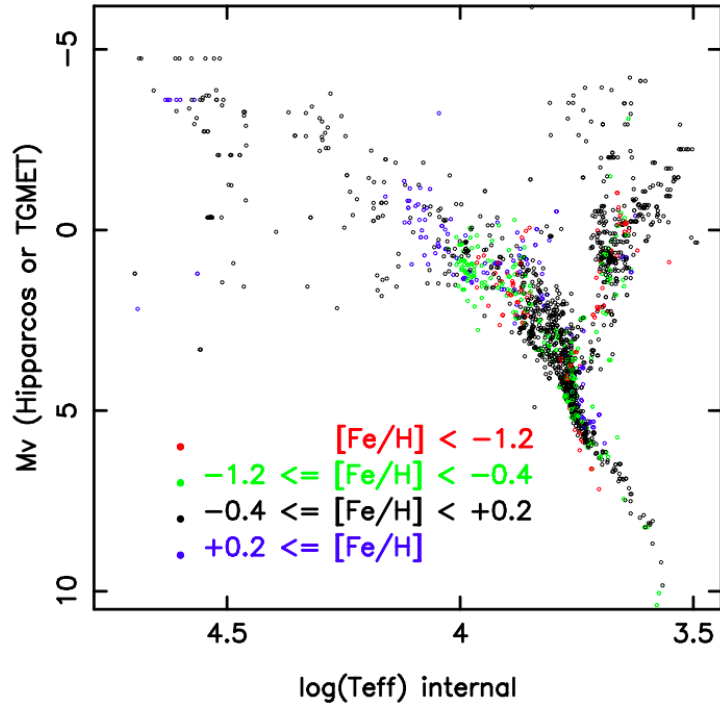


Figura 2.16: Magnitude visual absoluta contra temperatura efetiva para estrelas da biblioteca ELODIE, em diferentes intervalos de metalicidade.

Velocidades radiais

A tarefa FXCOR foi utilizada para auto-correlacionar o espectro das estrelas padrão, cujos parâmetros físicos conhecidos são exibidos na Tabela 2.2.

Tabela 2.2: Dados da literatura para as estrelas padrão

Star	V	ST	V_r (km s ⁻¹)	[Fe/H]	T_{eff} (K)
HD 104471	6,914	G0 V	$-7,2 \pm 0,1$	0,00	5984
HD 104982	7,785	G2 V	$10,5 \pm 0,1$	-0,40	5610
HD 105004	10,311	F8 VI	$121,6 \pm 0,3$	-0,79	5821
HD 107122	8,019	F1 V	$16,2 \pm 3,3$	-0,42	6576
HD 111433	7,547	F3 IV	$4,0 \pm 0,6$	0,25	6471
CD-28 9374	10,243	—	$30,4 \pm 0,2$	-1,18	4830

Nota: Dados retirados de Nordström et al. (2004). Tipos espectrais obtidos do SIMBAD. Os erros de calibração médios são 0,12 dex em [Fe/H] e 110 K em T_{eff} .

As velocidades radiais catalogadas foram adotadas como estimativas iniciais no processo de correlação. Um conjunto de soluções auto-consistente foi então obtido realizando-se correções iterativas às velocidades individuais e

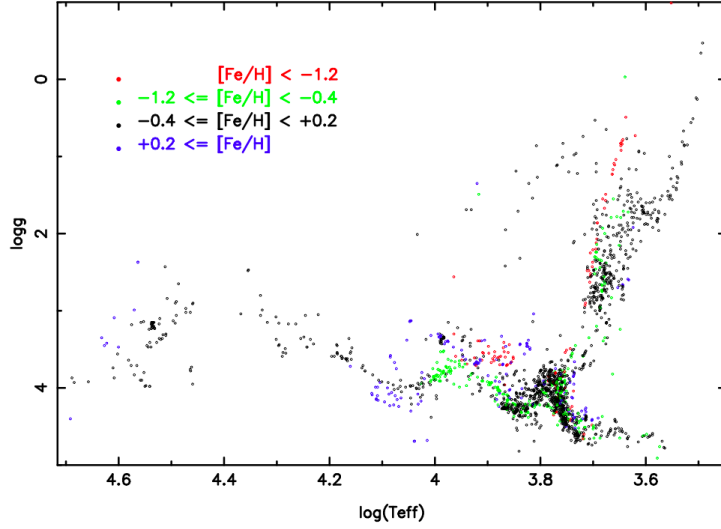


Figura 2.17: Gravidade superficial contra temperatura efetiva para estrelas da biblioteca espectral ELODIE, em diferentes intervalos de metalicidade.

reaplicando-se a tarefa, até que valores convergentes fossem encontrados para o conjunto. A Tabela 2.3 mostra as velocidades obtidas na última iteração da correlação, e a média final adotada para cada padrão.

Tabela 2.3: Velocidades radiais determinadas para as estrelas padrão

Correlação	HD104471	HD104982	HD105004	HD107122	HD111433	CD-289374
HD104471	-126,3 ± 11,5	-7,5 ± 5,2	118,0 ± 15,1	16,7 ± 25,9	-24,6 ± 11,4	30,4 ± 5,7
HD104982	-127,5 ± 5,2	-8,7 ± 5,7	114,0 ± 13,4	9,4 ± 24,7	-28,8 ± 13,0	32,9 ± 11,2
HD105004	-122,7 ± 15,8	-1,1 ± 13,4	121,6 ± 0,3	19,6 ± 27,9	-20,6 ± 18,0	37,5 ± 16,6
HD107122	-126,8 ± 25,9	-1,9 ± 24,7	118,2 ± 27,9	16,2 ± 3,3	-24,6 ± 18,4	36,0 ± 28,9
HD111433	-126,3 ± 11,5	-4,5 ± 13,0	117,6 ± 18,0	16,2 ± 18,4	-24,6 ± 11,4	33,7 ± 17,8
CD-289374	-128,8 ± 11,2	-8,7 ± 5,2	114,5 ± 16,6	10,6 ± 3,3	-27,9 ± 17,8	30,4 ± 0,2
V_r	-126,4 ± 6,1	-5,4 ± 5,4	117,3 ± 7,0	14,8 ± 9,5	-25,2 ± 6,3	33,5 ± 6,6

Nota: os valores em negrito representam as velocidades radiais obtidas na iteração anterior.

As velocidades encontradas para as estrelas HD 107122, HD 105004 e CD-28 9374 estão de acordo com os valores encontrados na literatura (Tabela 2.2). Apesar dos valores obtidos para as padrões HD 104471, HD 104982 e HD 111433 serem diferentes dos apresentados por Nordström et al. (2004), os erros obtidos para as velocidades destas estrelas e sua dispersão são similares aos valores encontrados para as outras três padrões. Além disso, as funções de correlação de todos os pares de padrões são muito semelhantes, implicando que não existem dados ruins dentro do conjunto e que todas as velocidades radiais obtidas estão sujeitas às mesmas incertezas. Isto sugere que estas discrepâncias podem ser originadas por desvios Doppler intrínsecos,

causados por binaridade destes objetos. De fato, HD 104471 é um sistema binário confirmado, com componentes de massa similar (Nordström et al., 2004).

Em seguida, as velocidades radiais das estrelas padrão foram atualizadas e a tarefa FXCOR foi utilizada para realizar a correlação-cruzada entre os espectros de ciência e o espectro de cada estrela padrão, com velocidade radial corrigida. Uma velocidade radial média e seu respectivo desvio padrão foram então determinados para cada espectro de ciência a partir das velocidades radiais obtidas destas correlações.

Parâmetros estelares

A determinação dos parâmetros estelares dos espectros de ciência foi realizada empregando a correlação cruzada de cada um deles contra a biblioteca espectral ELODIE. Os espectros de referência de melhor correlação foram selecionados e a média de seus parâmetros físicos foram adotados como os parâmetros físicos dos espectros de ciência.

A tarefa FXCOR foi usada para medir o grau de correlação entre dois espectros. Ele é medido a partir da razão entre a altura do pico da função de correlação e sua dispersão (TDR, Tonry & Davis, 1979) e foi empregado para determinar os espectros de referência mais similares ao espectro de cada estrela padrão. Os tipos espectrais foram determinados selecionando os dez espectros de referência mais similares à estrela padrão e somando-se o valor do TDR daqueles com o mesmo tipo espectral. Aquele com a maior soma TDR é adotado como o tipo espectral final.

Similarmente, a temperatura efetiva, gravidade superficial e metalicidade foram calculados de acordo com a média destes valores para os dez espectros de referência selecionados, ponderada pelo grau de correlação (TDR). As incertezas adotadas para estes parâmetros correspondem ao desvio padrão ponderado destes valores.

Para testar o método, o aplicamos para caracterizar as estrelas padrão de nossa amostra. A Tabela 2.4 compara os tipos espectrais determinados com os encontrados na literatura para estas estrelas. Os tipos espectrais determinados pela correlação apresentaram desvios de até 3 subclasses espectrais com relação aos valores catalogados. As classes de luminosidade concordaram, dentro de uma classe, com os valores encontrados na literatura.

Tabela 2.4: Comparação dos tipos espectrais determinados para as estrelas padrão

	HD104471	HD104982	HD105004	HD107122	HD111433	CD-289374
Determinado	G0	G2V	F5V	F3V	F3V	G0
Literatura	G0V	G2V	F8IV	F1V	F3IV	—

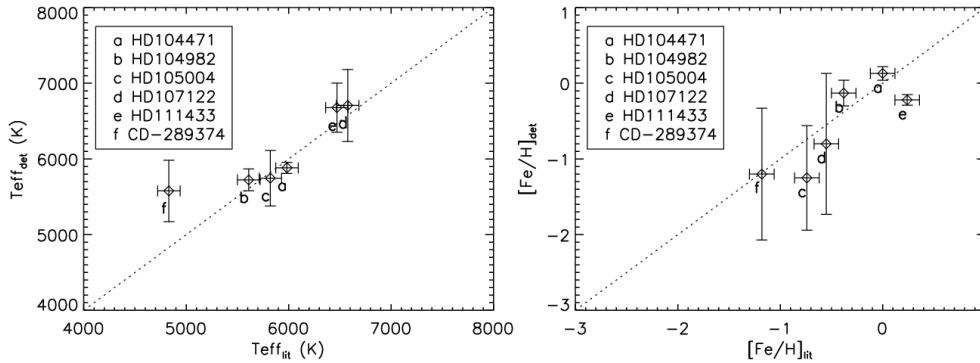


Figura 2.18: Comparação entre os parâmetros determinados e os valores da literatura para as estrelas padrão. Temperaturas efetivas (à esquerda) e metalicidades (à direita).

A Fig. 2.18 compara as temperaturas efetivas e as metalicidades determinadas para as estrelas padrão, com os valores encontrados na literatura. De maneira geral, os valores determinados mostraram boa concordância com os apresentados por Nordström et al. (2004). Entretanto, a estrela CD-289374 apresentou uma grande discrepância em temperatura efetiva, que atribuímos ao baixo S/N de seu espectro, combinado com a amostragem deficiente de espectros com baixa metalicidade na biblioteca espectral. Similarmente, HD 111433 também apresenta um valor de metalicidade discrepante, que pode ser justificado pela escassez de espectros com $[\text{Fe}/\text{H}] > 0,2$, na base ELODIE. As grandes incertezas presentes em alguns parâmetros, especialmente na metalicidade, são possivelmente devidos a vazios no espaço de parâmetros da biblioteca. Quanto mais amostrado for o espaço de parâmetros na vizinhança do objeto, mais precisos seus parâmetros estelares serão.

A Fig. 2.19 mostra o resultado de uma correlação espectral entre uma estrela padrão e um espectro de referência, realizada pela tarefa FXCOR. O espectro normalizado da estrela padrão HD 111433, a função de correlação e o valor TDR medido a partir de seu pico são exibidos.

A Tabela 2.5 mostra o resultado do processo de correlação para a padrão HD 111433. Os dez espectros de referência mais similares são exibidos, juntamente com seus tipos espectrais, parâmetros estelares e grau de correlação (TDR). Os valores determinados para cada parâmetro segundo o método de correlação foram: $[\text{Fe}/\text{H}] = -0,22 \pm 0,07$, $\log(g) = 4,16 \pm 0,22$ e $T_{\text{eff}} = 6678 \pm 324$. Eles correspondem à média dos valores apresentados pelos dez espectros de referência selecionados, ponderada pelo TDR dos espectros. O tipo espectral determinado, apresentando maior soma TDR entre os dez espectros selecionados, foi F3V.

A Fig. 2.20 apresenta os três espectros de referência mais similares à estrela padrão HD 111433. Seus tipos espectrais e grau de correlação (TDR) também são exibidos.

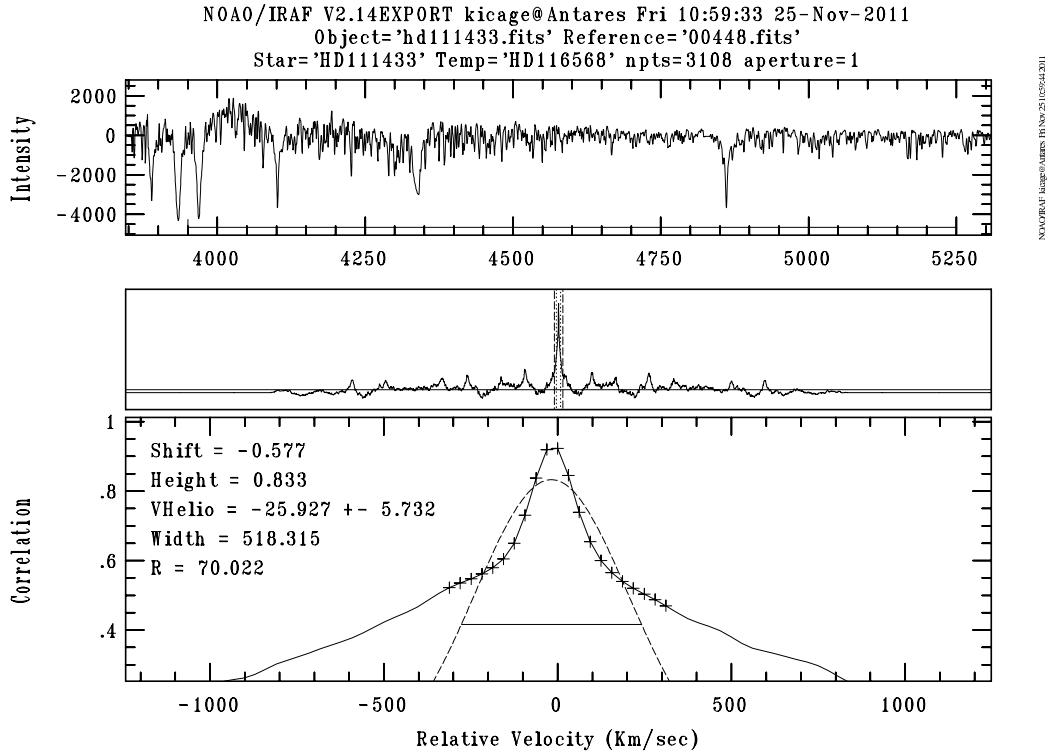


Figura 2.19: Resultado da tarefa FXCOR correlacionando o espectro da estrela padrão HD 11433 com um espectro de referência (HD 116568). O painel superior mostra o espectro normalizado de HD 11433. O painel central mostra a função de correlação. O painel inferior mostra uma ampliação da função de correlação em torno de seu pico, onde são exibidos o grau de correlação ($R \equiv \text{TDR}$) e velocidade radial heliocêntrica determinados.

Tabela 2.5: Parâmetros estelares dos espectros de referência mais similares à padrão HD 11433, ordenados segundo o grau de correlação.

Espectro de referência	Tipo espectral	[Fe/H] (dex)	$\log(g)$ (dex)	T_{eff} (K)	TDR
HD116568	F3V	-0,22	4,27	6668	70,0
HD185124	F3IV	-0,13	4,40	7108	64,1
HD184571	F2	-0,37	4,03	6554	62,5
HD164259	F3V	-0,22	4,31	7028	61,9
HD167278	F2	-0,25	4,20	6448	61,4
HD164259	F3V	-0,21	4,31	7041	61,1
HD007476	F5V	-0,25	3,81	6230	60,8
HD116568	F3V	-0,21	4,27	6671	60,4
HD003229	F5IV	-0,22	3,76	6205	60,3
HD171953	F5	-0,13	4,24	6808	59,8

Nota: Os parâmetros estelares foram determinados em Prugniel & Soubiran (2001).

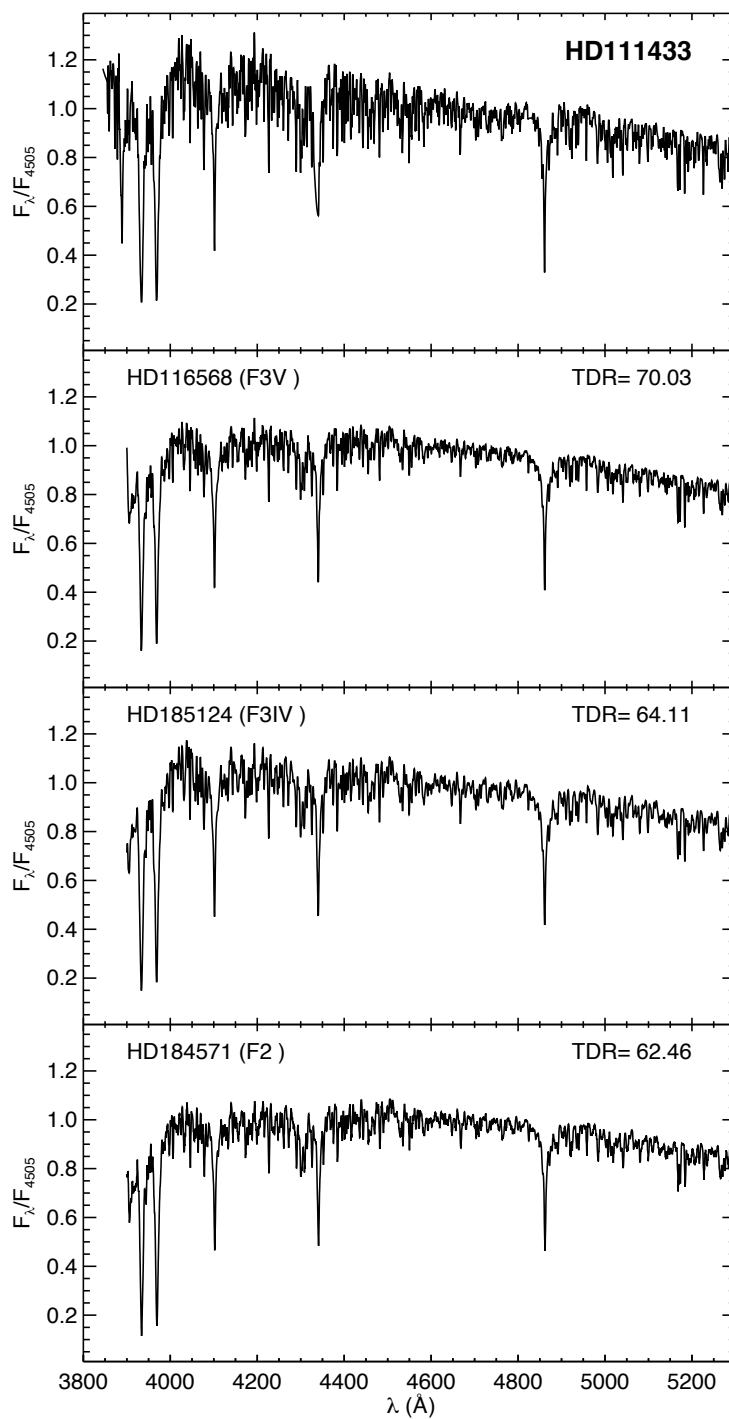


Figura 2.20: O espectro da estrela padrão HD 111433 é mostrado com seus três espectros de referência mais similares. O tipo espectral e o grau de correlação também são indicados. Os espectros foram normalizados ao fluxo relativo a 4505 Å.

Capítulo 3

Validação do método de descontaminação

Neste capítulo testaremos o método de descontaminação apresentado utilizando aglomerados abertos com estudo prévio de pertinência. Um requisito fundamental na escolha destes aglomerados é que possuam uma determinação confiável de seus parâmetros físicos e estruturais e, principalmente, a existência de um critério não fotométrico capaz de discernir as estrelas membro do alvo em meio à população de campo.

Selecionamos os aglomerados abertos NGC 188 e NGC 6231. NGC 188 é um aglomerado aberto velho, localizado em uma latitude Galáctica relativamente elevada e possui estudos de pertinência derivados da cinemática de suas estrelas. NGC 6231 é um objeto extremamente jovem, situado próximo ao plano Galáctico e teve sua população estelar de membros determinada por estudos em raios-X. As diferenças entre as propriedades intrínsecas dos alvos e entre os campos onde estão imersos proveram diferentes cenários para os quais foi avaliada a performance do método de descontaminação fotométrica. Um teste adicional foi realizado com um aglomerado simulado, de características intermediárias entre NGC 188 e NGC 6231.

3.1 NGC 188

Segundo Bonatto et al. (2005), NGC 188 é um aglomerado aberto de metalicidade solar com módulo de distância ($m - M$) = 11,1, excesso de

cor $E(B - V) = 0,0$ e idade $t = 7,0$ Ganos, caracterizando-o como um dos aglomerados abertos mais velhos da Galáxia. Sua posição relativamente distante do disco ($\ell = 122,85, b = +22^\circ$) e sua órbita praticamente circular, externa ao círculo solar ($9,5 \leq R(kpc) \leq 11$; Carraro & Chiosi, 1994), fazem com que o aglomerado evite as regiões internas do disco Galáctico e possíveis choques com nuvens moleculares gigantes, durante grande parte de sua vida.

O campo de NGC 188 é relativamente rico em estrelas e, como não é significativamente obscurecido por poeira nem apresenta uma contaminação severa de estrelas de campo, permite a identificação do *turn-off* e de um extenso ramo de gigantes no CMD. Entretanto, esta vantagem começa a desaparecer para magnitudes mais fracas ($V > 18$), onde a contaminação do campo se torna mais severa, comprometendo a identificação direta da população estelar de baixa massa do alvo (Platais et al., 2003).

3.1.1 Dados

Vizier¹ foi utilizado para extrair dados astrométricos e cinemáticos provenientes do *WIYN Open Cluster Study* (Platais et al., 2003, de agora em diante WOCS), disponíveis para uma região de $30'$ em torno das coordenadas $\alpha = 0^h 44^m 20^s$, $\delta = +85^\circ 18' 54''$, deslocadas $\approx 6'$ do centro do aglomerado. Os dados deste catálogo incluem também magnitudes B e V e probabilidades de pertinência ao aglomerado para cada estrela, calculadas segundo a distribuição dos movimentos próprios das estrelas no VPD.

No presente estudo, esta amostra foi complementada com dados do catálogo 2MASS extraídos dentro de um círculo de $24'$ de raio centrado nas coordenadas centrais do alvo ($\alpha = 00^h 47^m 53^s$, $\delta = +85^\circ 15' 30''$). Esta região corresponde ao raio limite do alvo, onde sua densidade estelar se mistura à densidade estelar média do campo, segundo a análise realizada por Bonatto et al. (2005, fig. 2). Um campo de controle foi extraído em um anel de mesma área do círculo com $R_{lim} = 24'$, circunscrito ao aglomerado entre $40,0'$ e $46,6'$, em uma região próxima ao raio de maré do alvo (fig. A.3 em Bonatto et al., 2005). Como controle da qualidade fotométrica dos dados, foram selecionadas apenas estrelas apresentando $S/N > 10$.

O catálogo WOCS foi construído a partir de observações profundas do alvo, alcançando uma magnitude limite de $V = 21$. Buscando uniformizá-lo com o catálogo 2MASS para posterior correlação de suas estrelas, excluímos as estrelas com magnitudes $V > 18$. Este corte em magnitude foi motivado por três fatores: (i) ele reduz a densidade de estrelas da amostra WOCS para um valor semelhante à densidade do catálogo 2MASS na região em

¹<http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR>

comum; (ii) ele não afeta consideravelmente a população do aglomerado já que neste regime de magnitudes a amostra é dominada pela população de campo (fig. 7; Platais et al., 2003); (iii) ele mantém a fração da amostra 2MASS não correlacionada inferior a 10% (ver Fig. 3.1).

As duas amostras foram correlacionadas utilizando as coordenadas celestes para encontrar as estrelas do catálogo 2MASS distantes até 2 segundos de arco da posição de cada estrela no catálogo WOCS. Este valor utilizado para o limite de correlação foi selecionado por prover um elevado número de estrelas em comum, sem entretanto gerar correlações múltiplas entre os dois catálogos. A Fig. 3.1 mostra como o número de estrelas correlacionadas entre os catálogos e o número de estrelas com mais de uma correlação variam conforme aumentamos o raio de tolerância para correlação. A elevação do número de estrelas em comum entre os catálogos para raios superiores a 3" não parece ser real, já que é acompanhada por uma elevação similar no número de estrelas com mais de uma correlação.

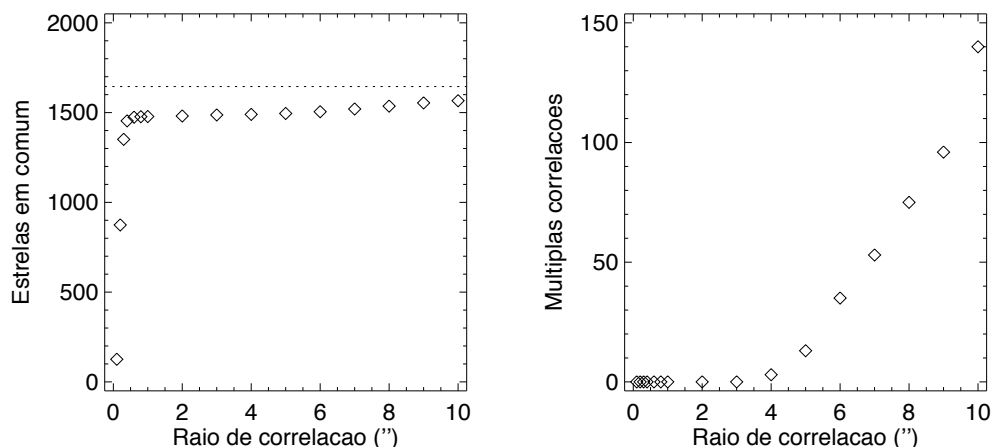


Figura 3.1: Variação do número de estrelas comuns entre os catálogos WOCS e 2MASS (à esquerda) e do número de estrelas no catálogo WOCS com mais de uma correlação no catálogo 2MASS (à direita) em função do raio de tolerância para correlação. A linha pontilhada indica o número de estrelas na amostra 2MASS.

As estrelas em comum entre os catálogos formaram uma amostra de controle que foi subsequentemente separada em duas subamostras. A subamostra de membros cinemáticos foi definida conforme a atribuição cinemática de Platais et al. (2003), selecionando estrelas com probabilidades cinemáticas superiores a 10% como pertencentes ao aglomerado. Conseqüentemente, a subamostra de campo segundo o critério cinemático inclui estrelas com probabilidades iguais ou inferiores a 10%. A Fig. 3.2 compara CMDs dos dados 2MASS selecionados na região do alvo, na região do campo e em comum com a amostra de dados WOCS.

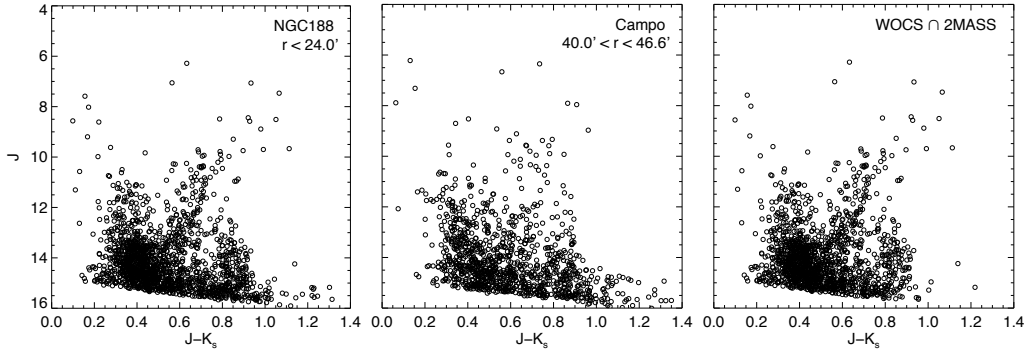


Figura 3.2: CMDs exibindo a amostra de dados 2MASS selecionada na região do alvo (à esquerda), na região do campo de controle (ao meio) e em comum com a amostra de dados do catálogo WOCS (à direita)

3.2 NGC 6231

Localizado próximo à extremidade sul da associação Sco OB1, o jovem aglomerado aberto NGC 6231 é atualmente considerado o núcleo desta associação. Entretanto, conforme indicado por Perry et al. (1991), os limites entre Sco OB1 e NGC 6231 não são conhecidos, uma vez que o aglomerado se encontra embebido na associação e ambos apresentam a mesma distância e idade.

Por estar localizado próximo ao plano Galáctico ($\ell = 343;46$, $b = 1;18$), o campo de NGC 6231 apresenta extinção interestelar moderada e uma severa contaminação por estrelas do disco. Apesar de suas estrelas massivas e brilhantes se destacarem no CMD, grande parte das estrelas de menor massa, ainda na pré-sequência principal, se encontram misturadas em meio à população de campo.

Abrigando um grande número de estrelas jovens, particularmente de tipos espectrais O e B, a associação Sco OB1 e seus aglomerados embebidos foram objetos de vários estudos espectroscópicos, cinemáticos e de estudos fotométricos em diversas bandas incluindo raios-X (Sana et al., 2006).

Segundo Perry et al. (1991), NGC 6231 é um aglomerado aberto jovem com módulo de distância $m - M = 11,55$, excesso de cor $E(B - V) = 0,47$ e idade $t = 5 - 10$ M anos.

3.2.1 Dados

Vizier foi utilizado para extrair dados em raios-X obtidos com o telescópio XMM-Newton (Sana et al., 2006), disponíveis para uma região de $15'$ em torno das coordenadas centrais do alvo ($\alpha = 16^h 53^m 36^s$, $\delta = -41^\circ 57' 00''$).

As fontes em raios-X foram correlacionadas pelos autores com fontes em diversos catálogos, incluindo o catálogo 2MASS (tabela 5; Sana et al., 2006).

No presente estudo, esta amostra foi complementada com fotometria 2MASS dentro de um círculo de $8'$ de raio centrado nas coordenadas centrais do alvo. Esta região corresponde ao raio limite do alvo, onde seu perfil de densidade estelar não pode ser distinguido do campo, segundo a análise apresentada por Sana et al. (2006, fig. 9). Um campo de controle foi extraído em um anel de mesma área do círculo com $R_{lim} = 8'$, circunscrito ao alvo entre $20,0'$ e $21,5'$, além do limite onde a densidade de fontes detectadas em raios-X cai a zero. Como controle da qualidade fotométrica dos dados, selecionamos apenas estrelas apresentando $S/N > 10$.

Conforme enfatizado por Sana et al. (2006), emissão em raios-X está entre os melhores indicadores de pertinência estelar para aglomerados jovens, uma vez que ocorre tanto para as estrelas massivas do aglomerado quanto para aquelas de baixa massa, ainda na pré-sequência principal. Desta forma, utilizamos as estrelas em comum entre os dois conjuntos de dados para gerar uma subamostra de estrelas membro. Conseqüentemente, as estrelas presentes na amostra 2MASS sem correlação com a amostra em raios-X foram definidas como a subamostra de campo, segundo o critério de emissão em raios-X. A Fig. 3.3 compara no CMD, os dados 2MASS selecionados na região do alvo, na região do campo de controle e em comum com a amostra em raios-X.

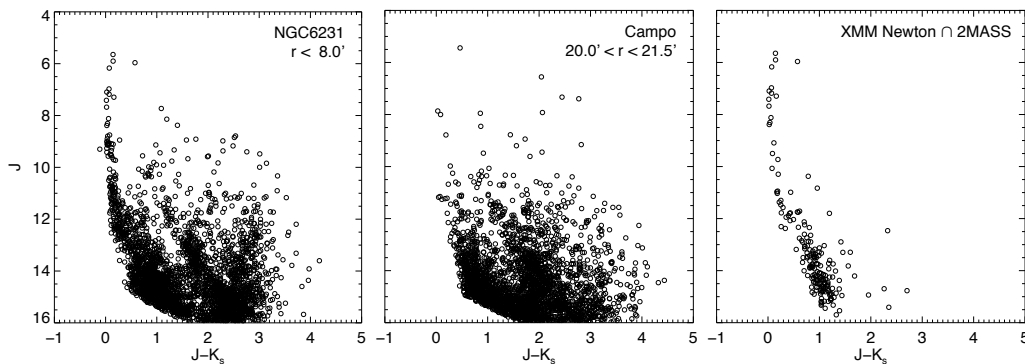


Figura 3.3: CMDs exibindo a amostra de dados 2MASS selecionada na região do alvo (*à esquerda*), na região do campo de controle (*ao meio*) e em comum com a amostra de dados em raios-X (*à direita*)

3.3 Testes

Os movimentos próprios das estrelas de NGC 188 e a emissão em raios-X das estrelas em NGC 6231 foram usados como indicadores de referência

para a separação da população estelar na direção alvo em subamostras de estrelas membro e de campo. Similarmente, o método de descontaminação em análise foi testado sobre os dados 2MASS de cada aglomerado, gerando também subamostras de membros e de campo, segundo critérios fotométricos.

A determinação das subamostras fotométricas de membros/campo depende da definição de dois parâmetros de corte (ver Seção 2.1.3). O corte segundo o índice de exclusão seleciona como estrelas de campo objetos com percentual de exclusão superior ao valor de corte estabelecido (i.e. um valor de corte igual a 100% neste parâmetro não seleciona estrelas para a subamostra de campo). O corte segundo a probabilidade fotométrica seleciona como estrelas de campo aquelas que possuam probabilidade de pertinência fotométrica inferior ao valor de corte estabelecido (i.e. um valor de corte igual a 0% neste parâmetro não seleciona estrelas para a subamostra de campo).

Buscando encontrar valores ótimos para os parâmetros de corte, aplicamos o método de descontaminação sobre os dados 2MASS de NGC 188 e NGC 6231, utilizando 10^4 configurações distintas distribuídas por todo o espaço de parâmetros destas variáveis, com uma variação fixa de 1% em um dos parâmetros de corte entre cada configuração.

Para diagnosticar a eficiência do método de descontaminação, comparamos, para cada configuração, o número de estrelas em comum entre as subamostras de membros/campo geradas fotometricamente e as subamostras definidas segundo a cinemática das estrelas (NGC 188) ou segundo a emissão em raios-X (NGC 6231). Os resultados para cada aglomerado são exibidos na Fig. 3.4.

Para ambos os alvos, a fração de membros em comum apresenta um máximo para valores dos parâmetros de corte próximos a ([Prob. fotométrica], [% Exclusão]) = (0,0, 1,0), onde a fração de campo em comum é mínima. Isto ocorre porque esta configuração de parâmetros não atribui nenhuma estrela à subamostra fotométrica de campo, de forma que todas as estrelas na região do aglomerado são consideradas membros fotométricos. Similarmente, quando os parâmetros de corte assumem valores próximos a ([Prob. fotométrica], [% Exclusão]) = (1,0, 0,0), todas as estrelas na região do aglomerado são atribuídas à subamostra fotométrica de campo, reduzindo a fração de membros comuns a seu valor mínimo.

Assim, o número de estrelas membro em comum, por si só, não é um bom indicador de eficiência para o método, uma vez que a seleção de uma subamostra excessivamente grande de membros fotométricos gera, naturalmente, uma elevada fração de membros em comum. Entretanto, este cenário necessariamente implica em uma subamostra de campo reduzida, levando a uma baixa fração de estrelas de campo em comum. Similarmente, o número de estrelas de campo em comum pode ser um critério enganoso, já que uma sub-

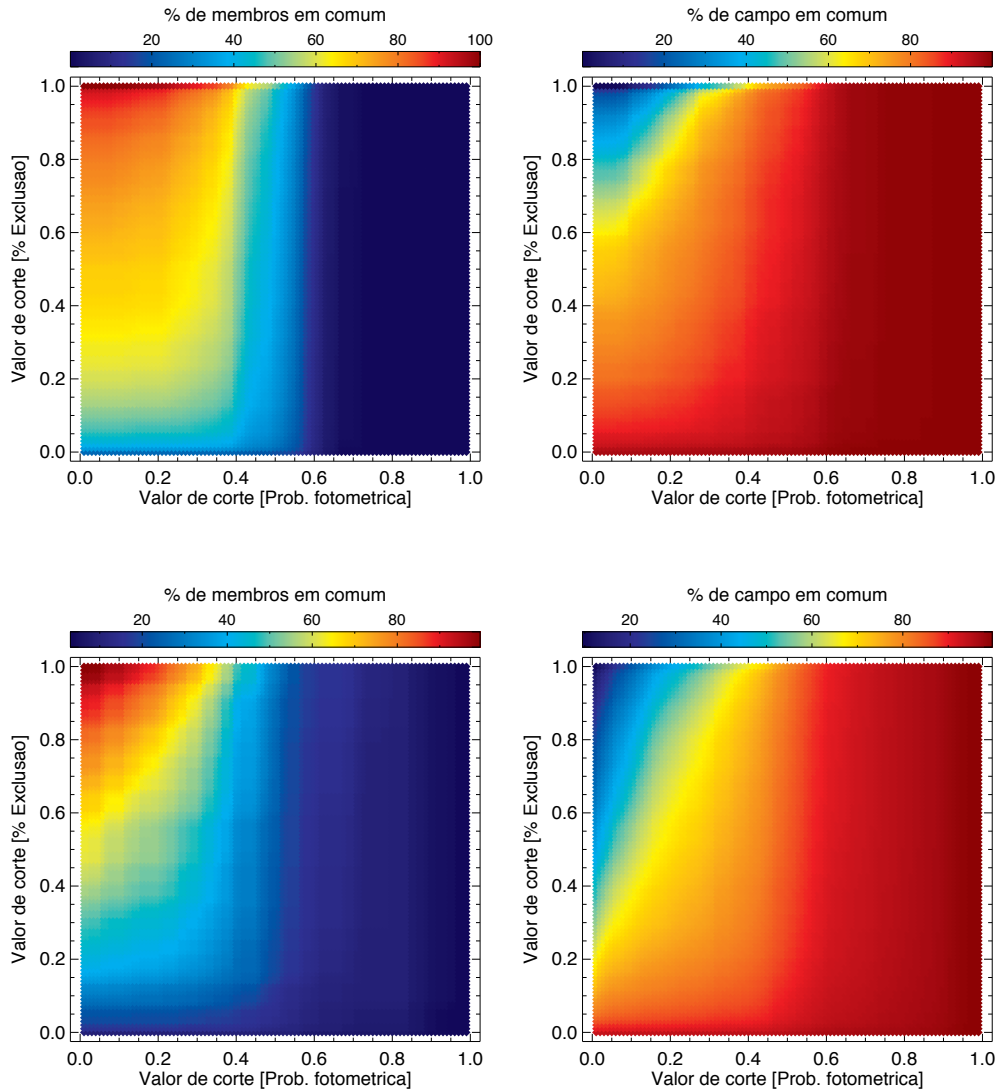


Figura 3.4: Número de estrelas em comum entre as subamostras de membros (*à esquerda*) e de campo (*à direita*), para os aglomerados NGC 188 (*acima*) e NGC 6231 (*abaixo*), segundo os parâmetros de corte usados. Os valores foram normalizados pelo número de estrelas na subamostra cinemática/raios-X (NGC 188/NGC 6231) e estão graduados segundo as barras de cor.

amostra de estrelas membro reduzida geraria uma baixa fração de membros em comum mas uma elevada fração de estrelas de campo em comum.

Em um cenário ideal, o método deverá encontrar uma elevada fração de membros em comum assim como uma elevada fração de estrelas de campo em comum. Para investigar a existência desta situação dentro de nosso espaço de parâmetros, realizamos a convolução entre a fração de estrelas membro e a fração de estrelas de campo em comum, para cada configuração. O resultado é exibido na Fig. 3.5.

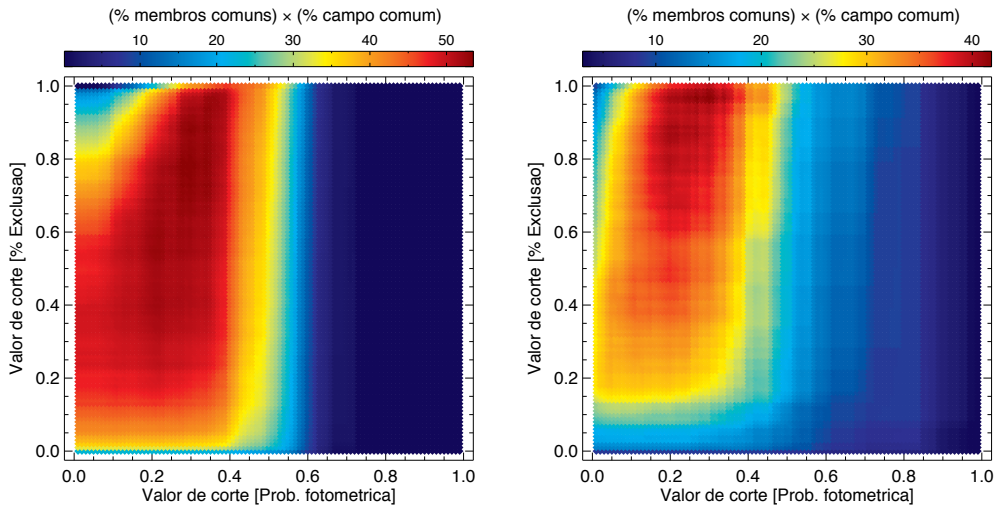


Figura 3.5: Produto entre a fração de estrelas membro em comum e a fração de estrelas de campo em comum de NGC 188 (*à esquerda*) e NGC 6231 (*à direita*), para cada configuração adotada. Os valores resultantes foram divididos por 100 e estão graduados segundo as barras de cor.

Para ambos os alvos, a convolução entre o número de estrelas membro e o número de estrelas de campo em comum apresenta valores elevados em uma mesma região do espaço de parâmetros, para valores de corte segundo o índice de exclusão entre 0,20 – 1,00 e valores de corte segundo a probabilidade média entre 0,10 – 0,40. Parâmetros dentro destes intervalos garantem um elevado número de estrelas comum em ambas as subamostras, com um máximo em $(\text{Corte [Prob. fotométrica]}, \text{Corte [% Exclusão]}) = (0,30, 0,79)$ para NGC 188 e $(0,30, 0,97)$ para NGC 6231.

Adicionalmente, calculamos a probabilidade fotométrica média das estrelas em cada subamostra (membros/campo), para cada uma das configurações. Os resultados são exibidos na Fig. 3.6, para NGC 188 e NGC 6231. Conforme esperado, em ambos os casos, a probabilidade média das estrelas nas subamostras de membros em comum parece aumentar de acordo com o valor de corte em probabilidade fotométrica. Devido a idade de NGC 188 e a seme-

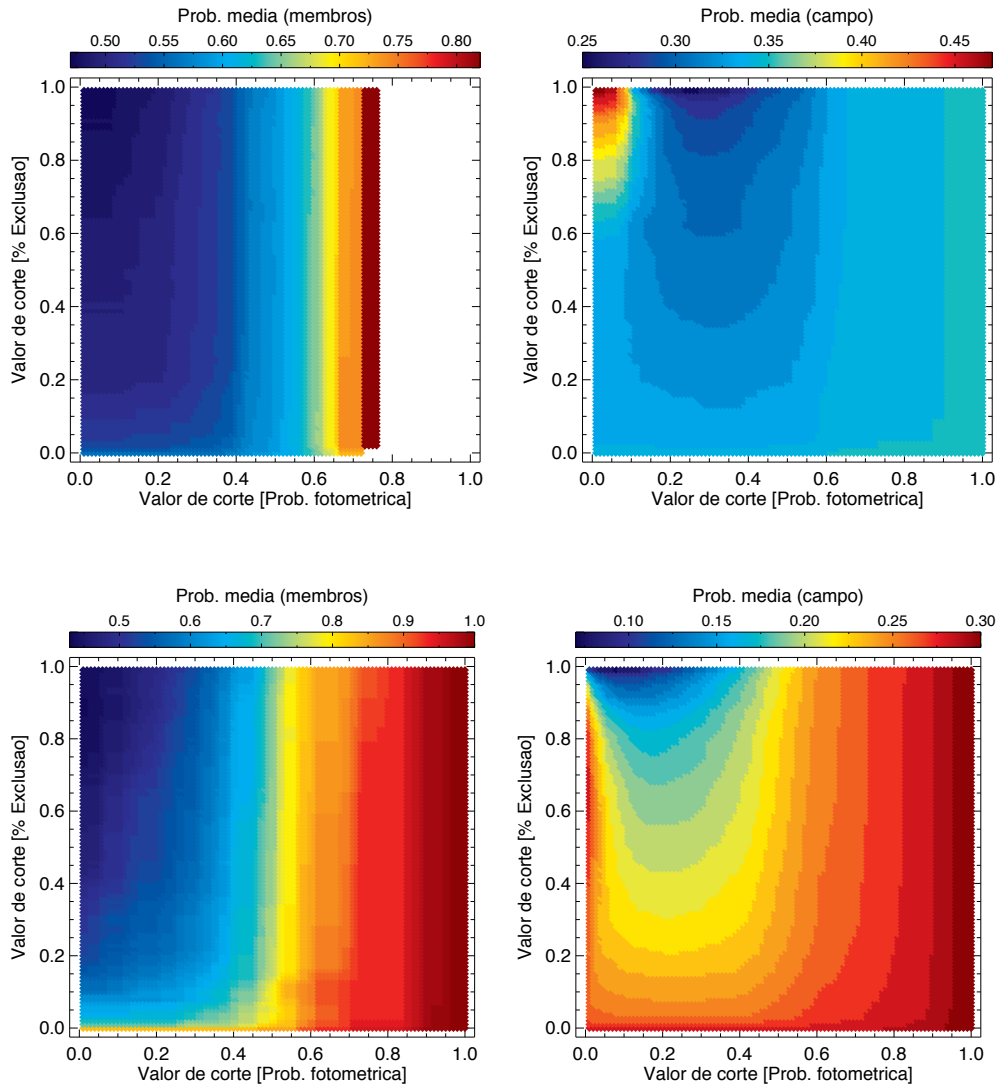


Figura 3.6: Probabilidade fotométrica média das estrelas nas subamostras de membros em comum (*à esquerda*) e de campo em comum (*à direita*), para NGC 188 (*acima*) e NGC 6231 (*abaixo*), segundo os parâmetros de corte utilizados. Os valores estão graduados segundo as barras de cor.

lhança de sua população com o campo, sua subamostra de membros não apresenta nenhuma estrela com probabilidade fotométrica superior a 79%. Por outro lado, as subamostras de campo revelam que a probabilidade fotométrica média de suas estrelas apresentam valores mínimos em uma região comum do espaço de parâmetros com valor de corte em índice de exclusão entre 0,2 – 1,0 e valor de corte em probabilidade fotométrica entre 0,1 – 0,5.

Visando quantificar a separação estatística entre as duas populações, calculamos a diferença entre a probabilidade média da subamostra de membros e a probabilidade média da subamostra de campo, para todas as configurações usadas. Elas são exibidas na Fig. 3.7, para ambos os aglomerados analisados. Valores elevados desta diferença indicam os intervalos em nosso espaço de parâmetros nos quais a probabilidade fotométrica atribuída às estrelas separa melhor as populações de membros e de campo.

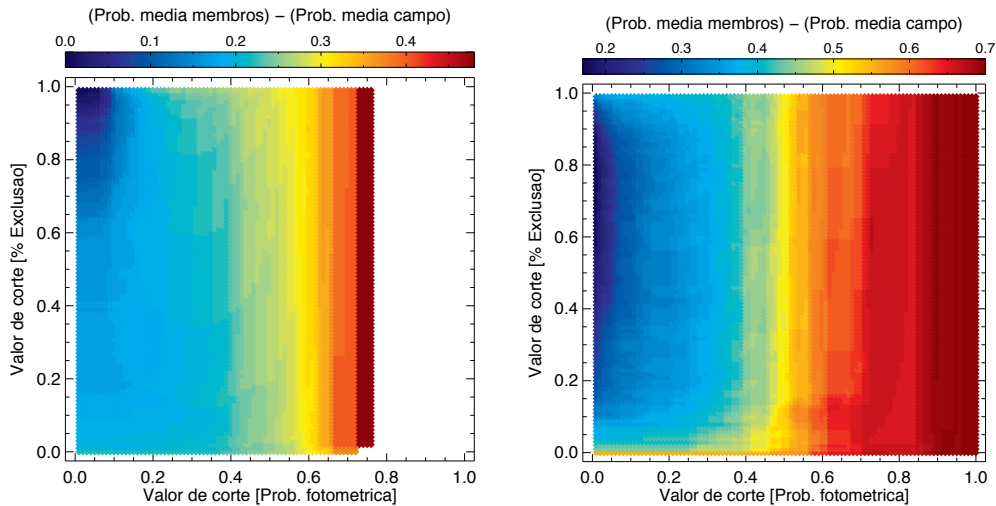


Figura 3.7: Diferença entre a probabilidade média das estrelas na subamostra de membros e na subamostra de campo, para NGC 188 (*à esquerda*) e NGC 6231 (*à direita*), segundo os parâmetros de corte utilizados. Os valores estão graduados segundo as barras de cor.

As Figs. 3.5 e 3.7 mostram que o valor de corte em probabilidade fotométrica é o parâmetro de maior importância, tanto na determinação fotométrica de subamostras de membros/campo mais semelhantes às amostras de referência, como também na diferenciação destas subamostras. O resultado da análise também evidenciou que a região ótima para a separação de membros/campo é pouco sensível ao parâmetro de corte segundo o índice de exclusão.

3.4 Aglomerado simulado

Um teste adicional para o método de descontaminação foi realizado tendo como amostra dados simulados caracterizando uma população estelar simples e uma população de campo.

A fotometria JHK_s da população estelar simples foi gerada a partir de isócronas de Padova e um método de Monte Carlo onde a distribuição de massas estelares segue uma função de massa de Kroupa (2001). Esta população simula as propriedades do aglomerado aberto M11 ($\ell = 27^\circ 3, b = -2^\circ 8$), ou seja, idade $t = 250$ M anos, metalicidade solar, módulo de distância $(m - M)_o = 11,37$ e avermelhamento $E(B - V) = 0,42$ (Santos et al., 2005). Na simulação foram incluídos erros fotométricos de acordo com a distribuição de erros em função da magnitude do catálogo 2MASS, e uma população de campo com fotometria extraída diretamente do catálogo 2MASS, a uma distância de $30'$ ao Norte de M11.

Como campos de controle, selecionamos uma região quadrada a $30'$ na direção Sul de M11 e uma região anelar além de $35'$ de raio do centro do alvo, onde a densidade esperada de estrelas do aglomerado é muito pequena (fig 6, Santos et al., 2005), para extrair a fotometria das estrelas do catálogo 2MASS.

A distribuição espacial das estrelas foi simulada com a tarefa STARLIST do IRAF. Foram produzidas posições em um frame quadrado de 512×512 pixels, seguindo uma distribuição radial para representar o aglomerado, e uma distribuição uniforme para representar os campos. O número de estrelas em cada distribuição (aglomerado e campo) foi arbitrariamente fixado em 701. A Fig. 3.8 mostra a distribuição espacial e a distribuição no CMD de ambas a população estelar simples e a população de campo.

Os dados da população estelar simples foram misturados aos da população do campo ao norte de M11 e usados como amostra de um aglomerado para o método de descontaminação, que teve como campo de controle a população de campo ao sul de M11. Similarmente aos passos realizados para os aglomerados reais, os parâmetros de corte para determinação das subamostras fotométricas de membros/campo foram variados em passos fixos de 1% entre cada configuração de forma a cobrir todo o espaço de parâmetros.

Determinamos para cada configuração o número de estrelas nas subamostras de membros/campo em comum com a amostra real de membros/campo e calculamos a probabilidade fotométrica média destas populações. Em seguida calculamos o produto entre a fração de estrelas membro e a fração de estrelas de campo para cada configuração e também a diferença entre a probabilidade média da subamostra de membros e a probabilidade média da subamostra de campo, de maneira idêntica ao realizado anteriormente. Os

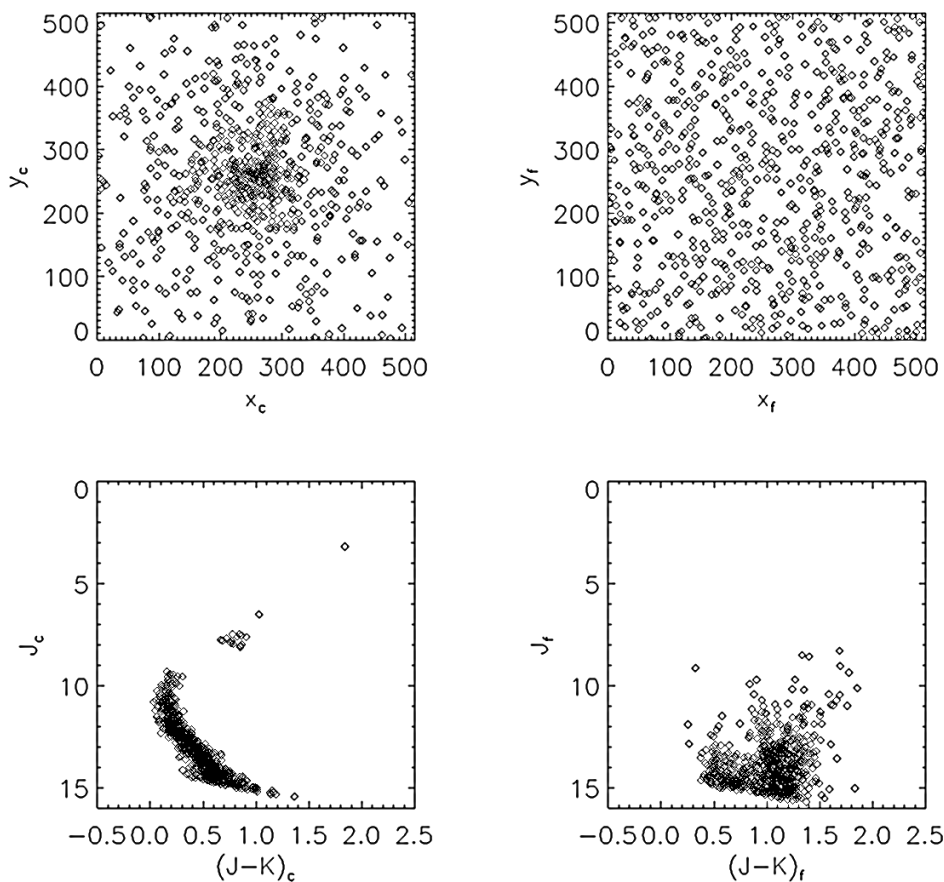


Figura 3.8: Distribuição espacial (*acima*) e no CMD (*abaixo*) da população estelar simples simulada (*à esquerda*) e da população de campo presente na região do aglomerado (*à direita*).

resultados são exibidos na Fig. 3.9.

Em seguida, reaplicamos o método de descontaminação sobre a amostra simulada do aglomerado, utilizando como campo de controle a região anelar definida, e repetimos os mesmos passos para determinar a probabilidade fotométrica média das subamostras de membros/campo e o produto entre as frações de estrelas em comum, conforme exibido na Fig. 3.10.

Ao adotar o primeiro campo de controle, o valor máximo de membros em comum ocorreu para valores de corte em $([\text{Prob. fotométrica}], [\% \text{ Exclusão}]) = (0,51, 0,07)$, enquanto que a diferença máxima entre as probabilidades fotométricas médias de membros e de campo, ocorre para valores de corte em $(0,03, 0,98)$. A discrepância entre estes valores indica que, para o campo de controle utilizado, não existe uma configuração que forneça uma boa separação estatística entre as amostras de membros/campo e apresente uma elevada fração de objetos em comum com as amostras de referência.

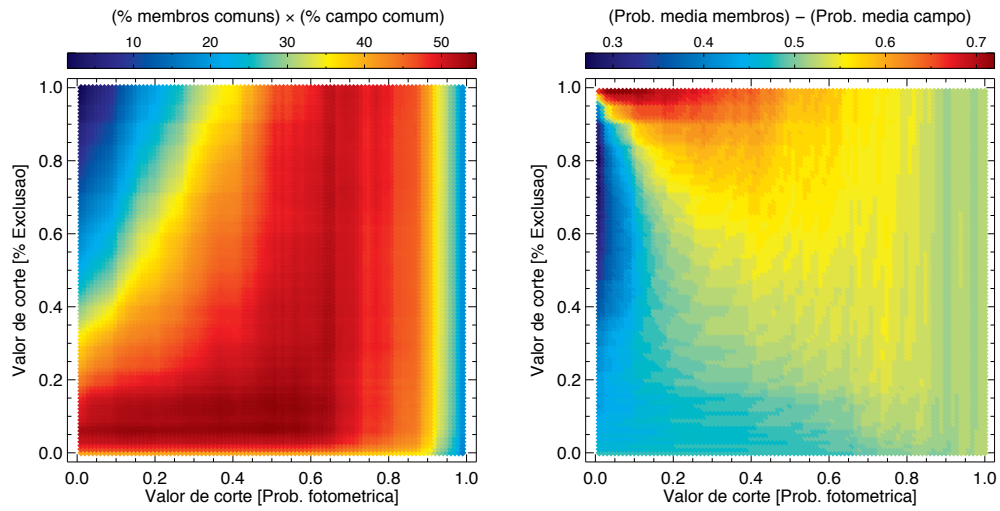


Figura 3.9: Produto entre a fração de estrelas membro em comum e a fração de estrelas de campo em comum (*à esquerda*) e diferença entre a probabilidade média das estrelas na subamostra de membros e na subamostra de campo (*à direita*), para a população estelar simulada. Estes valores estão graduados segundo as barras de cor.

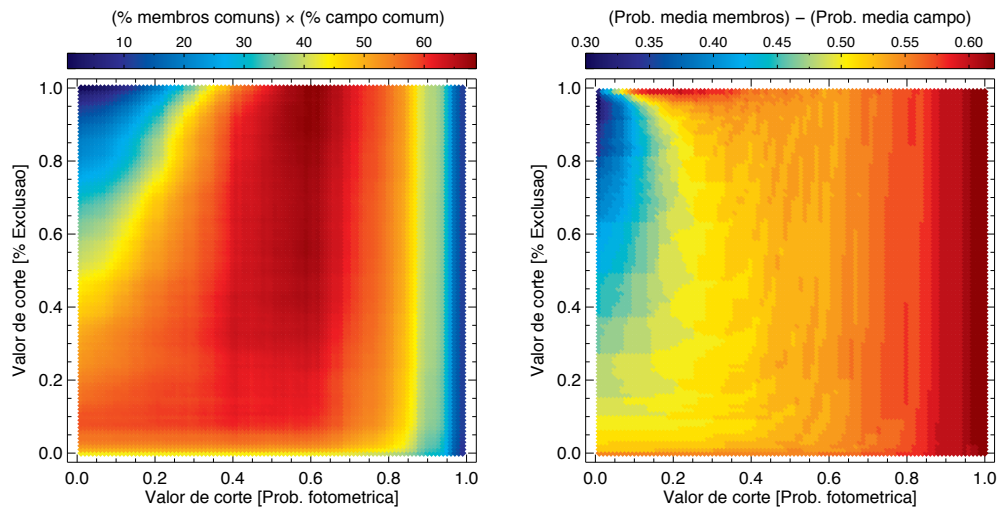


Figura 3.10: Idêntico à Fig. 3.9, mas adotando-se a região anelar como campo de controle no método de descontaminação.

Por outro lado, os resultados gerados com o segundo campo de controle concordam com aqueles obtidos a partir da análise realizada sobre NGC 188 e NGC 6231. O máximo de membros comuns nas amostras de membros/campo ocorre para valores de corte em $([\text{Prob. fotométrica}], [\% \text{ Exclusão}]) = (0,60, 0,93)$, e a diferença estatística entre as subamostras aumenta conforme o corte em probabilidade fotométrica, sendo pouco sensível ao parâmetro de corte no índice de exclusão.

Os resultados obtidos com a população estelar simulada revelaram que o campo de controle empregado no método de descontaminação tem um impacto significativo na definição dos parâmetros ótimos para o funcionamento do método. A Fig. 3.11 compara o CMD dos dois campos de controle adotados com o CMD da amostra simulada do aglomerado. Fica evidente que a distribuição de estrelas do campo anular representa melhor a amostra de campo presente no aglomerado simulado.

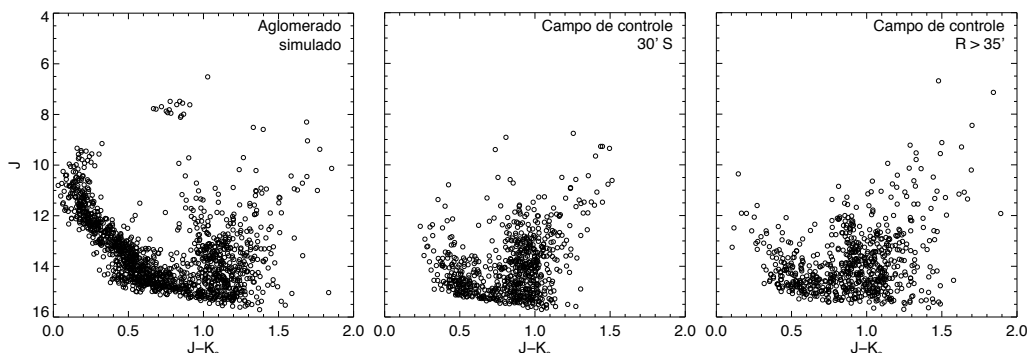


Figura 3.11: Comparação entre o aglomerado simulado (*à esquerda*), o campo de controle selecionado 30' ao sul de M11 (*ao meio*) e o campo anular situado a 35' de distância do centro de M11 (*à direita*).

3.5 Resultados

Para avaliar os resultados obtidos, construímos CMDs comparando a população estelar de referência de membros e a população estelar descontaminada fotometricamente segundo os parâmetros de corte ótimos determinados para cada alvo empregado nos testes. Estes CMDs estão exibidos na Fig. 3.12. Excluindo-se um grupo de estrelas avermelhadas, presentes no CMD de NGC 6231, as amostras descontaminadas mostram uma grande semelhança com a distribuição das estrelas membros, segundo as amostras de referência.

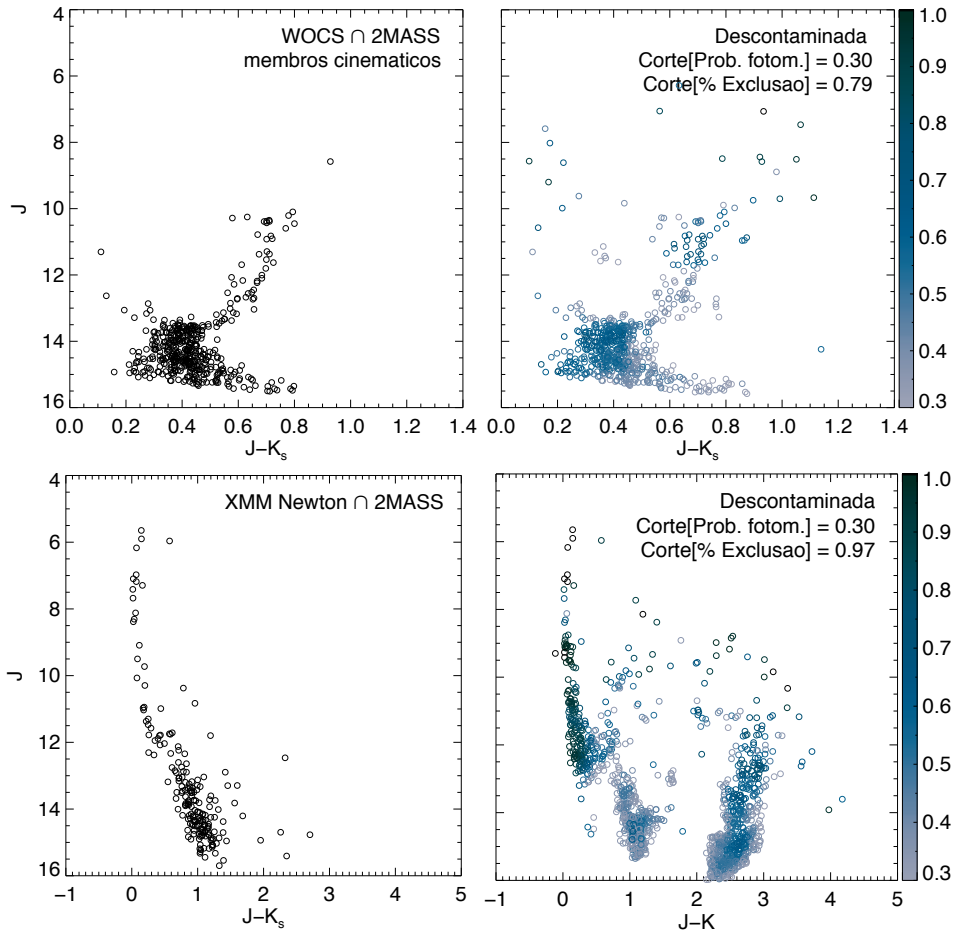


Figura 3.12: CMDs exibindo a subamostra de referência de membros (à esquerda), e a subamostra descontaminada fotometricamente (à direita) segundo os parâmetros de corte ótimos para NGC 188 (acima) e NGC 6231 (abaixo). As barras de cor indicam a probabilidade fotométrica atribuída.

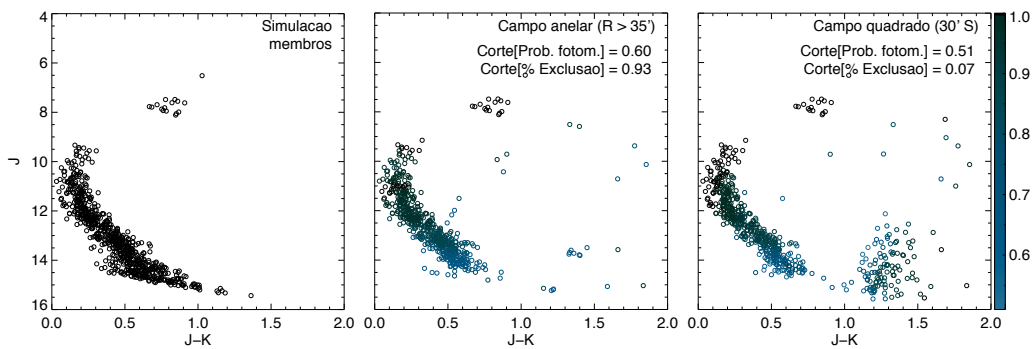


Figura 3.13: CMDs exibindo a subamostra descontaminada fotometricamente do aglomerado simulado, segundo os parâmetros de corte ótimos obtidos com o primeiro campo de controle (à direita), e com o segundo campo de controle (ao meio). A população de referência de membros simulados também é exibida (à esquerda). A barra de cor indica a probabilidade fotométrica atribuída.

Adicionalmente, a Fig. 3.13 compara o CMD da população de membros simulada com os CMDs descontaminados do aglomerado simulado, segundo os parâmetros de corte ótimos obtidos com cada campo de controle empregado. O CMD descontaminado pelo campo anelar apresentou eficiência de descontaminação maior que a obtida utilizando o campo quadrado ao sul de M11. Esta diferença está diretamente ligada a maior semelhança do campo anelar com a população de campo presente na amostra do aglomerado, demonstrando a importância do processo de seleção do campo de controle. Além disso, este campo também apresentou parâmetros de corte ótimos semelhantes aos valores obtidos com os aglomerados reais, indicando que o cenário simulado representa bem uma configuração real.

De modo a avaliar as mudanças causadas no CMD pela adoção de parâmetros de corte fora do ponto ótimo, investigamos duas configurações adicionais onde mantivemos um dos parâmetros em seu valor ótimo e adotamos um desvio moderado para o outro. Para todos os casos estudados desviamos, ou o parâmetro de corte segundo a probabilidade fotométrica em 0,20, ou o parâmetro de corte segundo índice de exclusão em 0,40, em relação a seu valor ótimo. A amostra descontaminada resultante dos alvos está exibida na Fig. 3.14.

Ao comparar as Figs. 3.12 e 3.14 nota-se que apesar da modificação no parâmetro de corte segundo o índice de exclusão causar a remoção de algumas estrelas do CMD, sua estrutura geral permanece inalterada e ainda é possível reconhecer as sequências evolutivas dos aglomerados. A modificação no parâmetro de corte segundo a probabilidade fotométrica, entretanto, altera o CMD dos alvos severamente, comprometendo a identificação do *turn-off* e do ramo de gigantes em NGC 188, removendo grande parte das estrelas na pré-sequência principal, no ponto onde elas se unem à sequência principal, em NGC 6231 e removendo parte da sequência principal de baixa massa no aglomerado simulado.

Estes resultados reforçam as conclusões obtidas durante os testes do método, mostrando que alterações moderadas no parâmetro de corte segundo o índice de exclusão não influem significativamente na descontaminação do CMD. Porém, o corte segundo a probabilidade fotométrica afeta de maneira mais severa a população de membros do aglomerado, podendo impedir a identificação de suas sequências evolutivas, mesmo para valores moderadamente elevados.

Desta forma, apesar dos valores dos parâmetros de corte adotados nas análises subsequentes (Corte [Prob. fotométrica] = 0,08, Corte [% Exclusão] = 0,50; ver Cap. 5) não serem os valores ótimos segundo definido neste teste, eles não comprometem a amostra de membros do alvo. Como o corte em probabilidade fotométrica é inferior ao valor ótimo determinado, a eficiência da

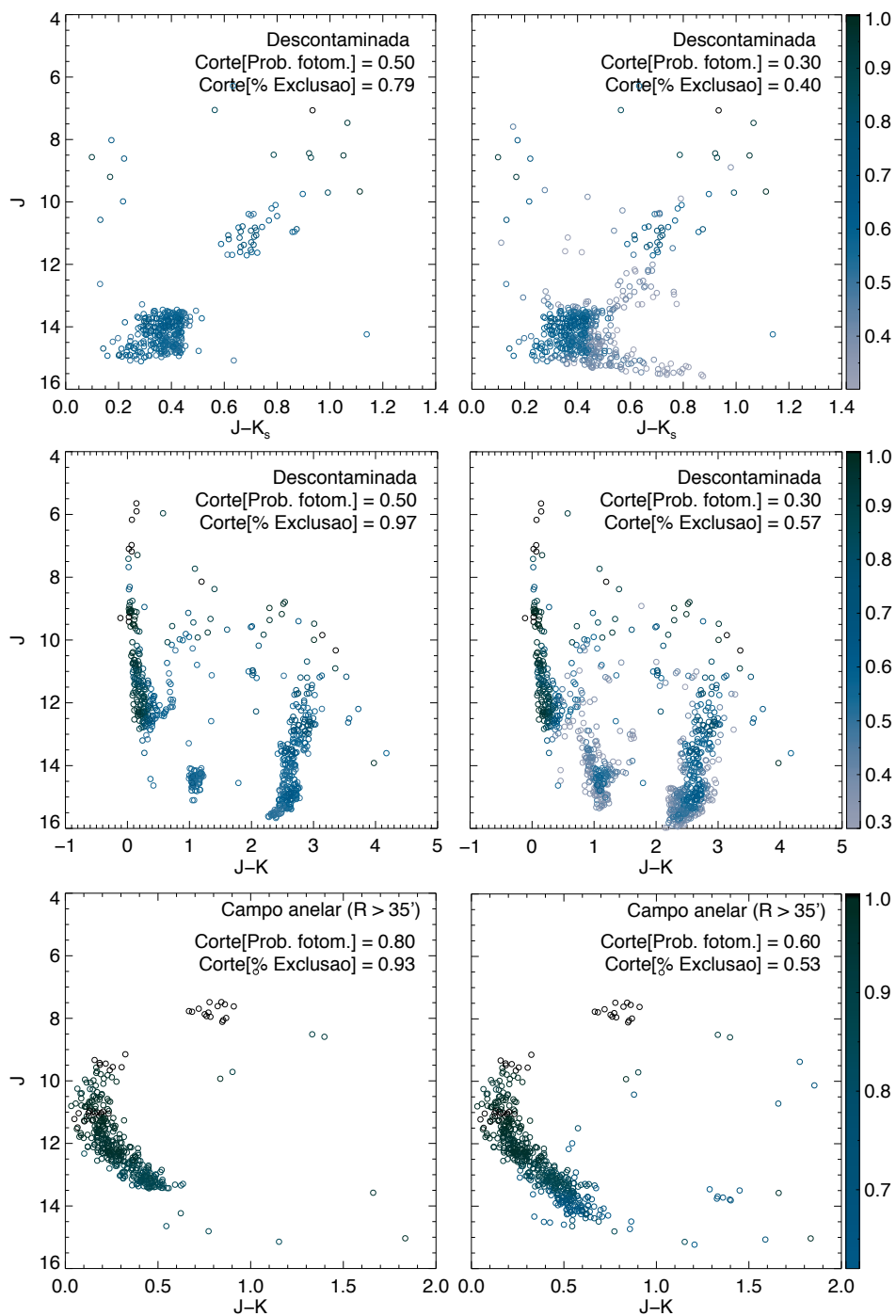


Figura 3.14: CMDs exibindo a subamostra descontaminada fotometricamente com o parâmetro de corte fora de seus valores ótimos. Ou o parâmetro de corte segundo o índice de exclusão foi desviado em 0,40(*à esquerda*), ou o parâmetro de corte segundo a probabilidade fotométrica (*à direita*) foi desviado em 0,30, para NGC 188 (*acima*), NGC 6231 (*ao meio*) e o aglomerado simulado (*abaixo*).

descontaminação fica aquém da capacidade do método. Conseqüentemente, esta aproximação conservadora não compromete as sequências evolutivas no CMD do alvo, mas mantém em sua amostra descontaminada um número superior de estrelas de campo. A Fig. 3.15 compara o CMD do aglomerado NGC 1981, descontaminado segundo os parâmetros ótimos determinados e segundo os parâmetros conservadores utilizados.

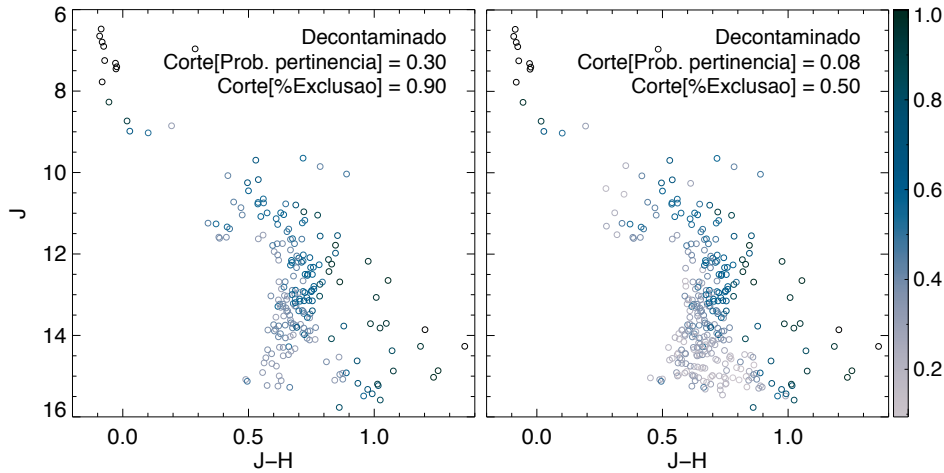


Figura 3.15: CMDs exibindo a amostra descontaminada de NGC1981, segundo os parâmetros ótimos determinados (*à esquerda*) e segundo os parâmetros conservadores utilizados nas análises (*à direita*). A barra de cor indica a probabilidade fotométrica atribuída.

Os testes realizados indicam que o método de descontaminação desenvolvido é uma ferramenta útil na separação de populações estelares distintas, tanto através de casos idealizados quanto casos reais. As características dos aglomerados (reais e simulado) submetidos ao método comprova que parâmetros de corte dentro de uma faixa estreita são adequados para separar estrelas membro de estrelas de campo, independentemente das propriedades físicas do objeto e do meio em que se insere.

Capítulo 4

Casos estudados

Neste capítulo serão apresentados os dois alvos selecionados para estudo, NGC 1981 e ESO 442SC04. Para estudá-los foram utilizados dados de catálogos na literatura, complementados com amostras coletadas no Observatório do Pico dos Dias (OPD) e nos telescópios SOAR e GEMINI. Abordaremos cada caso apresentando o estado de conhecimento do alvo anterior a este estudo e a motivação para uma investigação mais profunda de seu conteúdo estelar. Descreveremos os dados utilizados explicitando o processo de redução e calibração e os critérios para a seleção das amostras retiradas dos catálogos on-line.

4.1 NGC 1981

NGC 1981 é um aglomerado jovem e disperso localizado a $\sim 1^\circ$ ao Norte do aglomerado associado à Nebulosa de Órion (ONC), com coordenadas Galácticas $l = 208,09^\circ$ e $b = -18,98^\circ$. Em um estudo pioneiro realizado nesta região, Sharpless (1952) sugere que NGC 1981 está de fato associado ao ONC, e que a nuvem obscurecedora que os separa (região de NGC 1977) se entrepõe entre eles a uma distância menor (ver Fig. 4.1). A maior parte dos estudos deste aglomerado foi inserido em análises gerais do complexo de formação estelar em Órion, onde é classificado como parte da associação Órion OB1, subgrupo c, apresentando idade entre 2-6 Manos e distância aproximada de 400 pc (Bally, 2008). Entretanto, tal divisão em subgrupos tem sido questionada, com hipótese em prol de um evento de formação este-

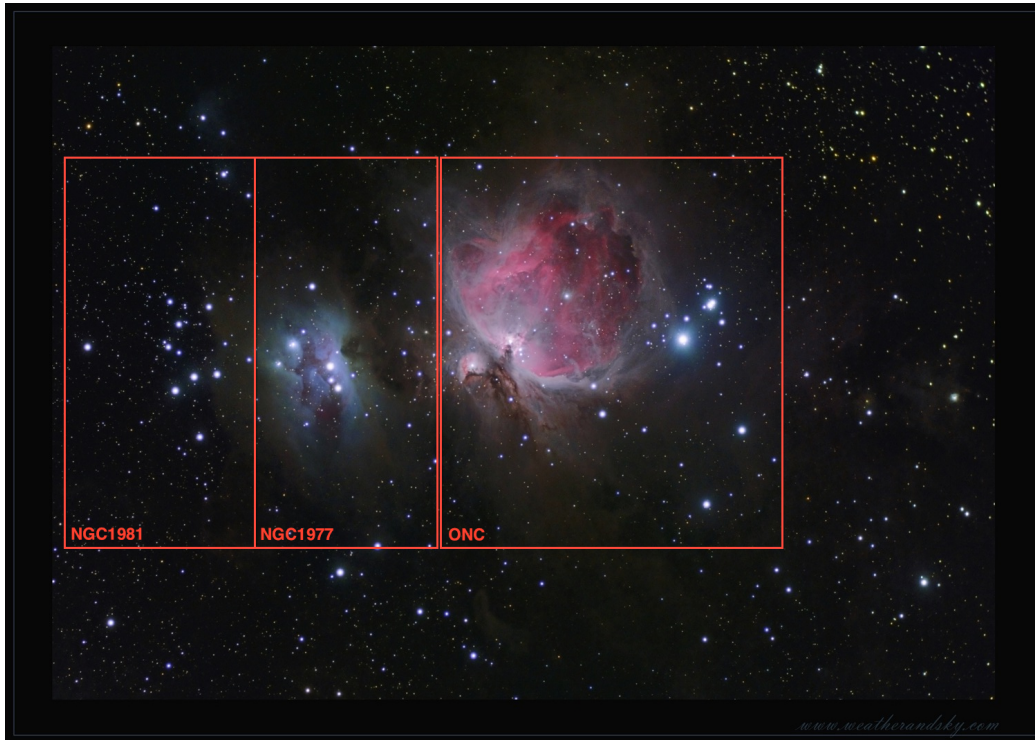


Figura 4.1: Imagem na banda visível exibindo os aglomerados NGC 1981, NGC 1977 e a Nebulosa de Órion. (Fonte: www.weatherandsky.com; modificada com permissão)

lar contínuo onde explosões de supernovas tipo II causaram a compressão do meio interestelar levando à formação das populações mais jovens observadas atualmente (Muench et al., 2008).

Outros estudos enfatizaram as propriedades cinemáticas da população estelar de NGC 1981, visando determinar características dinâmicas e estruturais da Galáxia (e.g., Hron, 1987). Posteriormente, Dias et al. (2006) determinaram probabilidades de pertinência para 158 estrelas dentro de 15' do centro do aglomerado, baseados em movimentos próprios obtidos do catálogo UCAC2 (Zacharias et al., 2004).

Kharchenko et al. (2005) realizaram uma análise do aglomerado como um sistema estelar pela primeira vez, obtendo seus parâmetros físicos avermelhamento, distância e idade. Entretanto, como consequência do método aplicado, o CMD sobre o qual foram derivados estes parâmetros conta com apenas uma única estrela membro, levantando dúvida sobre a validade dos parâmetros obtidos: $E(B-V) = 0,05$, $d = 400$ pc, $\log t(\text{anos}) = 7,50$.

Possuindo diversas estrelas tipo B, o aglomerado também parece fazer parte do Cinturão de Gould (Lesh, 1968), uma distribuição planar de estre-

las O e B inclinada de $\sim 20^\circ$ em relação ao plano Galáctico (Pöppel, 2001, e referências). Elias et al. (2009) investigaram o processo de formação estelar hierárquico no Cinturão de Gould baseados na distribuição espacial e cinemática de seus aglomerados e classificaram NGC 1981 como um sistema ligado, tendo em vista sua idade (~ 30 M anos) determinada por Kharchenko et al. (2005). Entretanto, este aglomerado aparenta ser mais jovem, apresentando poeira e gás remanescentes de sua formação e uma rica população de estrelas na pré-sequência principal, como mostraremos neste trabalho. Elias et al. (2009) mostraram que outros aglomerados pertencentes ao Cinturão de Gould apresentam equívocos de idade semelhantes.

Apesar dos esforços para se compreender melhor os processos físicos ocorrendo na região da nebulosa de Órion e a conexão dos sistemas estelares com o Cinturão de Gould, o aglomerado NGC 1981 não foi estudado em detalhe e seus parâmetros físicos podem ser aprimorados. Apesar de ter sido previamente caracterizado por Kharchenko et al. (2005), os parâmetros determinados não são confiáveis, uma vez que o método empregado contou com uma amostra de dados estatisticamente pobre e desconsiderou a população estelar de baixa massa do alvo.

Neste trabalho apresentaremos observações fotométricas nas bandas ópticas $BV(RI)_C$ do sistema Johnson-Cousins coletadas no Observatório do Pico dos Dias, juntamente com dados fotométricos no infravermelho próximo extraídos do catálogo 2MASS. Utilizaremos estes dados para estudar as propriedades estruturais e conteúdo estelar do aglomerado aberto, visando aprimorar seus parâmetros físicos e compreender como ele se insere no histórico de formação do complexo da Nebulosa de Órion e sua possível conexão com o Cinturão de Gould.

4.1.1 Dados

Fotometria 2MASS

Vizier foi utilizado para extrair dados no infravermelho próximo do catálogo fotométrico 2MASS, em campos circulares centralizados nas coordenadas equatoriais (J2000) do centro do aglomerado conforme o catálogo DAML02 ($\alpha = 05^h 35^m 09^s$ e $\delta = -04^\circ 25' 54''$). Os dados incluem fontes puntiformes dentro de um raio de $55'$, correspondendo a aproximadamente 4 vezes o raio visual do alvo.

Para fins de descontaminação, um campo de comparação de mesma área foi extraído a 1° ao noroeste do aglomerado, apresentando extinção semelhante à região do aglomerado nas bandas no infravermelho próximo (J , H e K_s) e médio (IRAS 60- μm). Esta escolha de campo é preferível à escolha

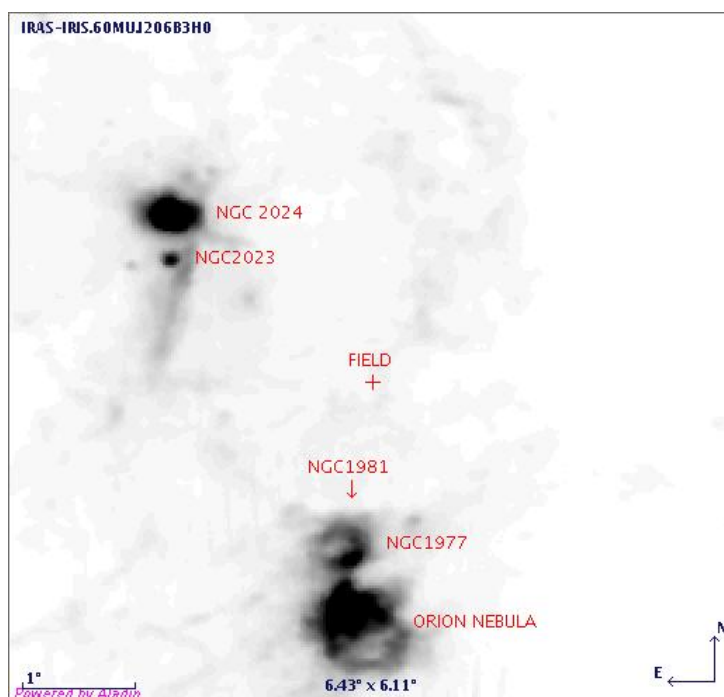


Figura 4.2: Imagem na banda infravermelha (IRAS 60- μm) da região da Nebulosa de Órion, exibindo a posição relativa de NGC 1981, do campo de controle escolhido e dos demais aglomerados estelares na região.

de um campo anelar circunscrito ao alvo, devido à presença de nebulosidade associada a NGC 1977, na região sul do aglomerado. A Fig. 4.2 mostra uma imagem no infravermelho médio (IRAS 60- μm) da região da Nebulosa de Órion onde estão marcados a posição relativa do campo de comparação e de aglomerados estelares próximos a NGC 1981.

De forma a controlar a qualidade fotométrica, os dados extraídos do catálogo 2MASS foram restringidos a uma amostra contendo apenas fontes puntiformes dentro do limite especificado de 99% de completude¹. Segundo este critério, as seguintes magnitudes limite garantem uma razão sinal/ruído superior a 10 para todas as fontes mais brilhantes que 15,8 mag, 15,1 mag e 14,3 mag nas bandas J , H , e K_s , respectivamente.

Fotometria OPD $BVRI$

Observações do alvo nas bandas ópticas $BV(RI)_C$ foram realizadas com o telescópio Boller & Chivens de 0,6-m no Observatório do Pico dos Dias (Laboratório Nacional de Astrofísica, Itajubá) durante a noite de 21 de Se-

¹http://www.ipac.caltech.edu/2mass/releases/allsky/doc/sec6_5a1.html

tembro de 2000. O detector CCD utilizado foi SITE SI003 AB (101) de $1k \times 1k$ pixels, configurado para obter ruído de leitura de $5,5 e^-$ e ganho de $5,0 e^-/ADU$. As imagens foram coletadas utilizando-se um redutor focal para cobrir um campo de $21' \times 21'$ com escala de placa de $1,22''/\text{pixel}$ e organizadas em um mosaico de 6 posições de modo a cobrir toda a extensão do aglomerado. A Tabela 4.1 lista os tempos de exposição e os valores típicos de seeing e massa de ar para os campos observados.

Tabela 4.1: Registro de observações para NGC 1981

Alvo/Região	Filtro	Exposições (s)	Seeing (")	Massa de Ar
NGC 1981/CE	B	1 15 50	3,4	1,2
	V	1 20	2,5	1,2
	R	1 20	2,4	1,2
	I	1 20	3,9	1,2
NGC 1981/CW	B	1 15 50	3,1	1,1
	V	1 20	2,8	1,1
	R	1 20	2,7	1,1
	I	1 20	3,4	1,1
NGC 1981/NE	B	1 15 50	2,7	1,3
	V	1 20	2,6	1,3
	R	1 20	2,3	1,2
	I	1 20	3,8	1,2
NGC 1981/N	B	1 15 50	3,1	1,1
	V	1 20	2,6	1,1
	R	1 20	2,6	1,1
	I	1 20	3,7	1,1
NGC 1981/NW	B	1 15 50	3,3	1,1
	V	1 20	2,9	1,1
	R	1 20	2,8	1,1
	I	1 20	4,1	1,1
NGC 1981/S	B	1 15 50	3,3	1,1
	V	1 20	2,6	1,1
	R	1 20	2,7	1,1
	I	1 20	3,7	1,1

Os dados foram reduzidos usando as tarefas padrão do IRAF para fotometria de abertura, conforme descrito em Maia (2007). Além dos passos usuais para redução de dados fotométricos (correção de *bias*, remoção de *overscan*, correção de *flat-field*) realizadas em cada campo independentemente, os seis campos observados foram alinhados a um sistema de coordenadas comum e as estrelas recorrentes removidas. Especificamente, para cada estrela recorrente em mais de um campo, foi mantida a medida do campo no qual a estrela se

encontra mais próxima ao centro do CCD. Esta escolha visa reduzir o efeito de *vignetting* introduzido nas bordas das imagens pelo uso do redutor focal.

A transformação das magnitudes instrumentais para o sistema padrão foi realizada utilizando 15 estrelas padrão de Landolt (1992), observadas na mesma noite, onde 2 delas foram acompanhadas para correção da extinção atmosférica. As equações de calibração utilizadas foram:

$$b = B + b_1 + b_2X_b + b_3(B - V) + b_4(B - V)X_b, \quad (4.1)$$

$$v = V + v_1 + v_2X_v + v_3(B - V) + v_4(B - V)X_v, \quad (4.2)$$

$$r = R + r_1 + r_2X_r + r_3(V - R) + r_4(V - R)X_r, \quad (4.3)$$

$$i = I + i_1 + i_2X_i + i_3(V - I) + i_4(V - I)X_i, \quad (4.4)$$

onde B, V, R e I representam as magnitudes padrão; b, v, r e i representam as magnitudes instrumentais e X_n a massa de ar em cada filtro. Os coeficientes indexados ($i = 1, \dots, 4$) foram obtidos a partir de um ajuste iterativo em 2 passos em cada filtro: inicialmente os coeficientes de extinção (índices 2 e 4) foram ajustados a partir dos dados das estrelas acompanhadas para extinção e utilizados como constantes em um segundo ajuste para ajuste dos termos de ponto-zero e de cor (índices 1 e 3), utilizando todas as estrelas padrão. Os coeficientes obtidos e o desvio RMS final do ajuste em cada filtro são exibidos na Tabela 4.2.

Tabela 4.2: Coeficientes e desvios rms dos ajustes de calibração

j	b_j	v_j	r_j	i_j
1	5,79±0,01	5,35±0,01	4,53±0,02	5,05±0,01
2	0,28±0,06	0,17±0,04	0,11±0,04	0,08±0,05
3	-0,19±0,01	-0,20±0,02	-0,18±0,07	-0,11±0,02
4	-0,04±0,04	0,15±0,02	0,19±0,04	0,07±0,03
RMS	0,03	0,02	0,04	0,03

O conjunto de dados resultante foi restrito a fontes com erro fotométrico inferior a 0,04 mag, correspondendo ao maior desvio rms encontrado na calibração ao sistema padrão. Este valor corresponde a uma magnitude limite de aproximadamente 15 e a um erro fotométrico total de $\approx 0,05$ mag, quando as incertezas fotométricas e de calibração são consideradas. O processo de redução e calibração destes dados está descrito em detalhes em Maia (2007).

4.2 ESO 442SC04

O conjunto estelar ESO 442SC04, localizado nas coordenadas Galácticas $\ell = 298^\circ,4$ e $b = 33^\circ,3$, é um objeto esparsos e pouco populoso, localizado no disco espesso da Galáxia. Ele foi identificado por Bica et al. (2001) como um possível remanescente de aglomerado aberto (POCR) baseado em comparações de seu perfil de densidade estelar projetada com campos vizinhos e com modelos de estrutura Galáctica. Mais tarde foi classificado por Carraro et al. (2005) como um asterismo, baseado em análises de pertinência segundo movimento próprio e em CMDs no infravermelho próximo.

Entretanto, o método apresentado por Carraro et al. (2005) impede uma conclusão definitiva para o caso do alvo em questão. Seu critério de seleção de membros do alvo envolve separar uma amostra de estrelas com movimentos próprios dentro de 2σ da moda da distribuição, para o campo e a região do alvo e então comparar a distribuição destas amostras no CMD. Apesar da coesão dos movimentos próprios ser um bom indicador de pertinência ao alvo, este método falha quando a moda da distribuição das estrelas do campo é semelhante àquela das estrelas na região do objeto, como é o caso de ESO 442SC04. Como consequência, muitas estrelas de campo também são selecionadas como membros. Adicionalmente, os erros da amostra de dados usada (*Southern Proper Motion Program 3*; Girard et al., 2004) são relativamente grandes (4 mas/ano) e não são levados em conta na análise. Finalmente, a fotometria 2MASS da região central deste objeto revela uma distribuição estelar no CMD sugerindo que as estrelas seguem uma isócrona, com parâmetros esperados para um aglomerado velho e pobre, em fase de dissolução.

Assim, os métodos para distinguir aglomerados estelares de alinhamentos de estrelas fortuitos podem ser consideravelmente melhorados ao se complementar as análises de CMD e de movimentos próprios com dados de velocidades radiais, tipos espectrais e parâmetros estelares fundamentais, estimados a partir de dados espectroscópicos. Adicionalmente, para objetos esparsos e pouco populosos como ESO 442SC04, dados fotométricos profundos da população mais fraca do alvo podem prover vínculos importantes para sua caracterização correta.

Nos propusemos a investigar a natureza de ESO 442SC04, estudando simultaneamente suas propriedades cinemáticas, estruturais e evolutivas e comparando-as às propriedades de aglomerados abertos típicos. Para isso adotamos uma abordagem diferente dos estudos citados anteriormente, utilizando dados de movimento próprio do catálogo UCAC3 (Zacharias et al., 2010) e novas observações fotométricas e espectroscópicas para estudar a natureza do alvo com base nas características individuais de suas estrelas.

4.2.1 Dados

Fotometria SOAR *UBVRI*

O imageador óptico do telescópio SOAR (SOI) foi utilizado para observar ESO 442SC04 em modo de serviço. As imagens foram obtidas com os filtros Bessel *UBVRI* em 22 de Abril de 2009, usando o mini-mosaico de 2 CCDs E2V de $2 \times 4k$ pixels (1 pixel = $15 \mu\text{m}$). Os CCDs foram binados em 2×2 pixels, cobrindo um campo de visão de $5,2' \times 5,2'$, com uma escala de placa de $0,154''/\text{pixel}$. O modo de leitura utilizado (modo rápido) determinou ruído de leitura $4,7 e^-$ e ganho de $2,2 e^-/\text{ADU}$.

Para cada exposição, 3 imagens foram coletadas com deslocamentos sucessivos de $10''$ (*dithering*) de forma a cobrir o intervalo (*gap*) de $7,8''$ entre os CCDs, eliminar raios cósmicos e obter imagens mais profundas da região. Os tempos de exposição utilizados foram de 1 e 20 segundos em todos os filtros, sendo as exposições curtas usadas para impedir saturação dos objetos mais brilhantes. Um campo de controle localizado a $10'$ ao sul de ESO 442SC04 também foi observado usando a mesma estratégia de observação empregada no alvo, para aplicação do método de descontaminação de campo. Adicionalmente, os campos de padrão SA 104 e PG 0918 também foram observados, incluindo 12 estrelas padrão fotométricas (Landolt, 1992). Um resumo do registro das observações é apresentado na Tabela 4.3.

As imagens foram reduzidas utilizando o pacote de redução de dados astronômicos IRAF. O processo de pré-redução incluiu subtração de *bias/overscan*, divisão por *flat-fields* de cúpula, remoção das regiões de *overscan*. A exposição mais longa dos campos de ciência e de padrão foram então combinadas para gerar uma imagem de *flat-field* de céu e corrigir diferenças de brilho de larga escala, não contempladas pelos *flat-fields* de cúpula, e remover padrões de franjas. Em seguida as imagens foram calibradas astrometricamente e reamostradas em mosaicos compostos pelas exposições de cada CCD, unidas em uma única imagem. Para preenchimento do *gap* entre os CCDs, cada grupo de 3 mosaicos pertencentes a um conjunto de *dithering* foi combinado em uma imagem final, provendo também maior razão sinal-ruído e remoção de raios cósmicos. A Figura 4.3 mostra a imagem processada final de ESO 442SC04 na banda *V*. Note a ausência do *gap* entre os CCDs e o sistema de coordenadas celeste calibrado (WCS). Scripts IRAF foram desenvolvidos para realizar as etapas de redução descritas acima (Apêndice A, Maia et al., 2011).

As magnitudes instrumentais foram obtidas utilizando o programa Starfinder (Diolaiti et al., 2000) para realizar fotometria PSF em cada imagem de ciência. Objetos detectados em cada filtro foram agrupados segundo suas

Tabela 4.3: Registro das observações fotométricas de ESO 442SC04

Campo/Estrela	α_{2000} (h:m:s)	δ_{2000} ($^{\circ}$: ' : ")	V^a (mag)	Tipo Espectral ^a	t (s)	Massa de ar	Seeing (V) (")	Comentários
ESO 442-SC04	12:34:05	-29:24:19	13,8	G5 III	1	1,0	0,58	alvo de ciência
			17,2	K5 V	20	1,0	0,61	
ESO 442-SC04	12:34:05	-29:34:19	–	–	1	1,0	0,55	campo de controle
			–	–	20	1,0	0,61	
SA 104	12:43:53	-00:33:50				1,2	0,93	campo de padrões
366			12,9	K1 V	10			
364			15,8	G0 V	30			
367			15,8	G2 V	30			
479			16,1	K5 V	30			
SA 104	12:42:25	-00:39:58				1,17	0,67	campo de padrões
334			13,5	F7 V	10			
336			14,4	G5 V	30			
339			15,5	G5 V	30			
338			16,1	F9	30			
PG 0918	09:21:29	+02:47:14				1,35	1,26	campo de padrões
D			12,3	K5 V	10			
PG 0918+29			13,2	B1 V	30			
B			14,0	G9 V	30			
A			14,5	F9 V	30			

Nota: ^a magnitudes e tipos espectrais para ESO 442SC04 correspondem a estimativas prévias das estrelas mais brilhantes ($t = 1$ s) e mais fracas ($t = 20$ s), respectivamente, na região.

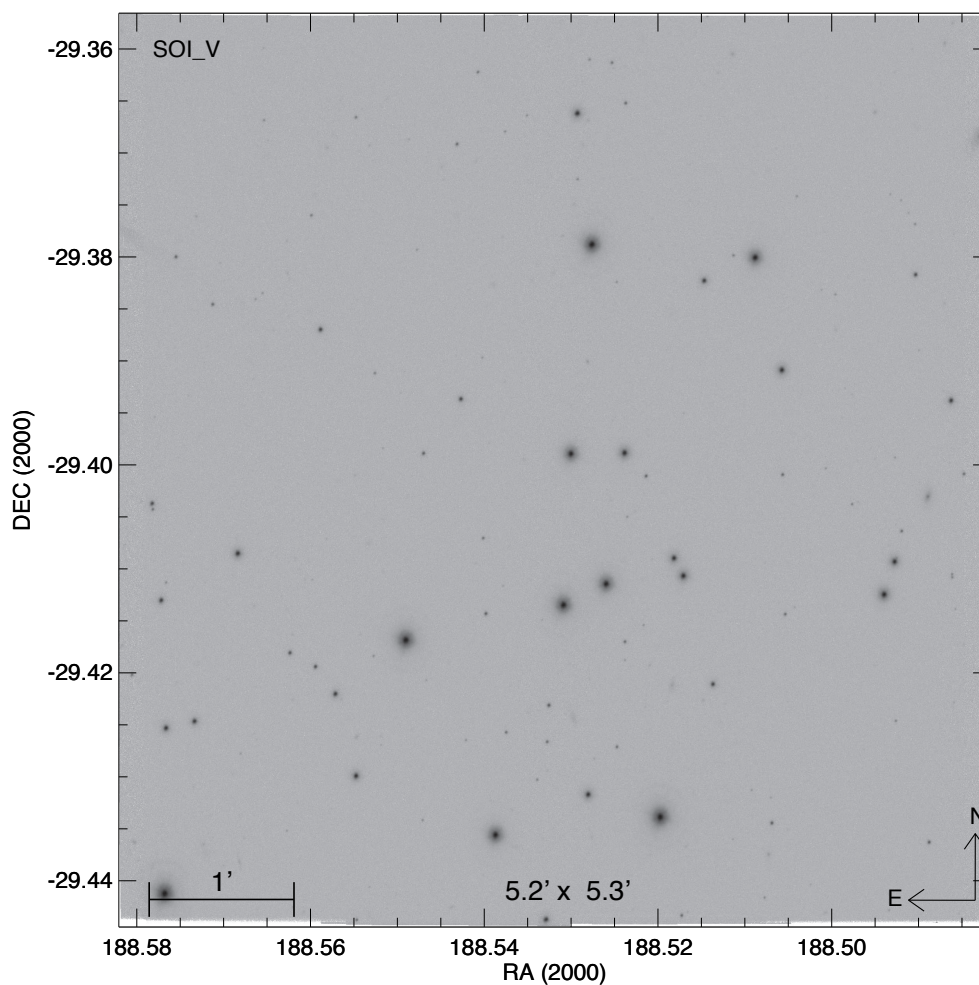


Figura 4.3: Mosaico processado final de ESO 442SC04 na banda V . Um conjunto de exposições deslocadas (*dithering*) foi combinado para preencher o *gap*.

coordenadas celestes, derivadas do WCS da imagem. Resíduos típicos entre as coordenadas de um mesmo objeto nas várias bandas foram inferiores a $0,1''$, consistente com os erros de calibração médios do WCS das imagens ($\approx 0,2''$) em relação ao catálogo NOMAD (Zacharias et al., 2004). O número de estrelas detectadas em comum nas bandas V e R foi 143 nas imagens da região do POCR e 114 nas imagens do campo de controle.

A calibração das magnitudes para o sistema padrão foi realizada em duas etapas. Inicialmente as magnitudes instrumentais extra-atmosféricas foram obtidas utilizando a tarefa FITPARAMS do IRAF para realizar um ajuste de mínimos quadrados segundo as seguintes equações:

$$m_u = U + u_1 + u_2 X_u, \quad (4.5)$$

$$m_b = B + b_1 + b_2 X_b, \quad (4.6)$$

$$m_v = V + v_1 + v_2 X_v, \quad (4.7)$$

$$m_r = R + r_1 + r_2 X_r, \quad (4.8)$$

$$m_i = I + i_1 + i_2 X_i, \quad (4.9)$$

onde m_u, m_b, m_v, m_r, m_i representam as magnitudes instrumentais em cada filtro; U, B, V, R, I as magnitudes padrão; X_u, X_b, X_v, X_r, X_i as massas de ar em cada filtro; os coeficientes com índice 2 representam os termos de extinção e aqueles com índice 1 os termos de ponto zero. Dada a pequena variação da massa de ar coberta pelos campos de padrão estes coeficientes não foram ajustados, mas adotados os valores médios de extinção do sítio: $k_u = 0,55, k_b = 0,25, k_v = 0,14, k_r = 0,10, k_i = 0,05$.

Em seguida estas equações foram invertidas e sua solução utilizada para se obter as magnitudes instrumentais corrigidas de extinção: mu', mb', mv', mr', mi' . A transformação para o sistema padrão foi então definida segundo as seguintes transformações de cor:

$$mu' = c_u + u_3(U - B), \quad (4.10)$$

$$mb' = c_b + b_3(B - V), \quad (4.11)$$

$$mv' = c_v + v_3(V - R), \quad (4.12)$$

$$mr' = c_r + r_3(V - R), \quad (4.13)$$

$$mi' = c_i + i_3(V - I), \quad (4.14)$$

onde u_3, b_3, v_3, r_3, i_3 representam os coeficientes de transformação e c_x ($x = u, b, v, r, i$) são constantes de ponto zero, praticamente nulas. Os resíduos rms dos ajustes em cada filtro e os coeficientes obtidos são exibidos na Tabela 4.4.

Tabela 4.4: Coeficientes de calibração ao sistema padrão e resíduos rms

j	u_j	b_j	v_j	r_j	i_j
1	1,350±0,004	-0,461±0,002	-0,414±0,002	-0,389±0,002	0,095±0,004
2	0,55	0,25	0,14	0,10	0,05
3	-0,075±0,004	-0,021±0,003	0,147±0,003	0,090±0,004	-0,056±0,004
RMS	0,079	0,054	0,028	0,025	0,026

O comportamento dos erros fotométricos em função das magnitudes calibradas são exibidas na Fig. 4.4. Os erros atingem $\sigma \approx 0,05$ mag. em $U = 20, B = 22, V = 22, R = 21,5$ e $I = 21$.

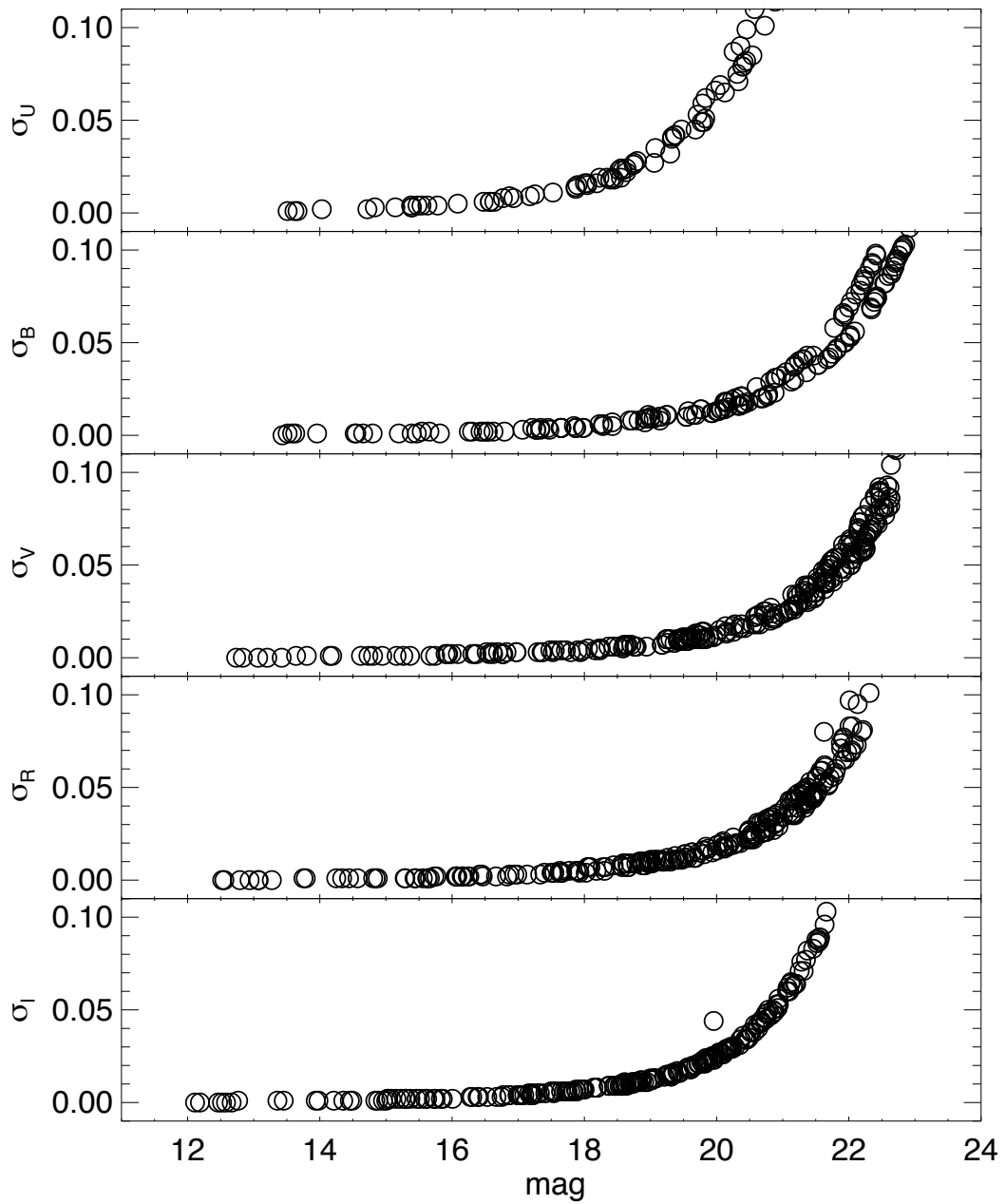


Figura 4.4: Erros fotométricos em função da magnitude para os dados calibrados do POCR e do campo de controle.

Fotometria 2MASS

Vizier foi utilizado para extrair dados no infravermelho próximo do catálogo 2MASS em uma área circular, centralizada nas coordenadas equatoriais (J2000) $\alpha = 12^h 34^m 05^s$ e $\delta = -29^\circ 24' 36''$, correspondentes ao centro do alvo segundo o catálogo DAML02. A área engloba fontes puntiformes dentro de $60'$ do centro do objeto, correspondendo a aproximadamente cinco vezes o raio visual estimado ($R = 11'$, segundo DAML02). Os dados extraídos foram sujeitos a uma seleção segundo as magnitudes limites: 15,8, 15,1 e 14,3 mag. em J , H e K_s , respectivamente. Estes limites garantem completeza dos dados superior a 99 % e boa qualidade fotométrica ($S/N > 10$).

O céu na região do objeto não exhibe sinais de extinção variável, segundo examinado em imagens no infravermelho próximo (2MASS) e no infravermelho médio (IRAS) e portanto a seleção de um campo de controle externo foi desnecessária, preferindo-se a utilização de um campo anelar circunscrito ao alvo. Esta amostra provê uma cobertura espacial significativamente maior que as áreas cobertas pela fotometria óptica e pela espectroscopia.

Espectroscopia GMOS

O espectrógrafo de multi-objetos do telescópio Gemini (GMOS - Gemini-South; Hook et al., 2004) foi utilizado para coletar espectros de 36 estrelas selecionadas em uma região de $5,5' \times 5,5'$ centrada no POCR ESO 442SC04 e de 6 estrelas padrão de velocidade radial e metalicidade do catálogo de Nordström et al. (2004), em frações de noites entre Março e Abril de 2006. Os espectros foram obtidos com a rede de difração B1200_G5321 e uma fenda de $0,5''$ de largura, cobrindo o intervalo espectral entre 3875–5300 Å, com resolução $R \approx 4000$.

Os alvos na região do POCR foram observados no modo de multi-objeto utilizando uma máscara de fendas construída a partir das posições das estrelas definidas em uma imagem no filtro g , tomada previamente. Três exposições de 600 s foram adquiridas sob condições fotométricas para os alvos de ciência, permitindo a remoção de raios cósmicos e a correção de pixels ruins e resultando em uma relação S/N entre 5-50 para os espectros. As estrelas padrão foram observadas no modo de fenda longa. As observações espectroscópicas estão detalhadas na Tabela 4.5.

A redução dos dados foi realizada com as tarefas padrão do pacote GEMINI para o IRAF. Além dos procedimentos de redução comuns na redução de espectros, uma função de sensibilidade foi criada para realizar calibração em fluxo e as imagens foram combinadas para elevar a razão S/N e remover raios cósmicos. Ao final do processo de redução 17 espectros coletados,

Tabela 4.5: Registro das observações espectroscópicas com o GMOS

Objeto	α_{2000} (h:m:s)	δ_{2000} ($^{\circ}$: ' : ")	t (s)	Massa de ar	Data	Modo de observação	Comentários
ESO 442SC04	12:34:05	-29:24:36	3×600	1,32	27-04-2006	MOS	POCR
HD 104471	12:01:46,1	-34:39:01	1	1,43	12-03-2006	fenda longa	padrão
HD 104982	12:05:13,4	-28:43:01	2	1,09	14-04-2006	fenda longa	padrão
HD 105004	12:05:24,8	-26:35:43	16	1,05	14-04-2006	fenda longa	padrão
HD 107122	12:19:05,6	-33:44:43	2	1,14	14-04-2006	fenda longa	padrão
HD 111433	12:49:32,5	-34:47:28	2	1,14	14-04-2006	fenda longa	padrão
CD-28 9374	12:14:29,7	-29:35:55	16	1,03	14-04-2006	fenda longa	padrão

apresentando $S/N > 5$, foram mantidos para análise subsequente, sendo os demais descartados.

Refração atmosférica diferencial nos dados GMOS

O fenômeno de refração atmosférica diferencial é responsável por uma perda de luz da estrela, espalhada pela atmosfera, quando o ângulo de posição da fenda é diferente do ângulo paralático². Neste caso, parte da luz refratada da estrela pode cair além dos limites da fenda, particularmente nos extremos vermelho e azul do espectro. As perdas de luz são mais acentuadas em massas de ar mais elevadas e em fendas mais estreitas, posicionadas perpendicularmente ao ângulo paralático.

Para estimar estas perdas um modelo do espalhamento da luz pela refração atmosférica em função da massa de ar foi apresentado pela equipe do Gemini utilizando condições típicas de Mauna Kea³, para um espectro centralizado em 500 nm. Até mesmo em massas de ar modestas de 1,2, os comprimentos de onda entre 330 nm e 730 nm apresentam um espalhamento superior a 1", o dobro da largura da fenda usada em nossas observações. Também foi modelada a perda fracional de luz em função da massa de ar e do desvio da posição da fenda em relação ao ângulo paralático. Quanto maior este desvio maior é a perda de luz, culminando quando a fenda atinge uma orientação perpendicular ao ângulo paralático.

Calculamos a massa de ar efetiva e o ângulo paralático na metade da exposição para os espectros observados. A massa de ar média para nossa amostra de dados é 1,3 e os desvios típicos da posição das fendas em relação ao ângulo paralático ficaram entre 45-90 graus. Estes desvios implicam em uma severa perda de luz nos comprimentos de onda extremos de nossos espectros, principalmente na banda azul. Este efeito não permitiu a aplicação de um método desenvolvido para desavermelhar os espectros para determinação do

²O ângulo paralático é o ângulo no qual a fenda é normal à linha do horizonte; ou seja, o ângulo no qual a refração atmosférica é ao longo do comprimento da fenda.

³www.gemini.edu/?q=node/11212#model

excesso de cor dos objetos estudados. Para contornar esse efeito, o espectro de cada objeto foi subtraído do contínuo antes da aplicação das tarefas de correlação cruzada para determinação de seus parâmetros físicos.

Capítulo 5

Análise dos dados

Neste capítulo apresentamos os resultados obtidos a partir da aplicação das ferramentas e métodos de análise descritos anteriormente (Cap. 2) para estudo dos alvos NGC 1981 e ESO 442SC04, descritos no Cap. 4.

5.1 NGC 1981

As ferramentas apresentadas para a análise fotométrica de aglomerados estelares foram originalmente desenvolvidas para a caracterização de NGC 1981 e mais tarde generalizadas para aplicação em outros aglomerados abertos. Os resultados obtidos da análise deste alvo estão descritos em Maia et al. (2010, Apêndice B). Desta forma, parte dos resultados apresentados nesta seção se sobrepõem ao conteúdo apresentado na publicação. Entretanto, a base de dados de movimento próprio usada (UCAC3) contava com apenas uma fração dos dados de movimento próprio presentes atualmente no catálogo. Visando fornecer os resultados atualizados e verificar as diferenças causadas pela utilização de uma amostra de movimentos próprios reduzida, refizemos a análise cinemática de NGC 1981, utilizando a versão mais recente do catálogo UCAC3. Os novos resultados se mantiveram consistentes com aqueles publicados.

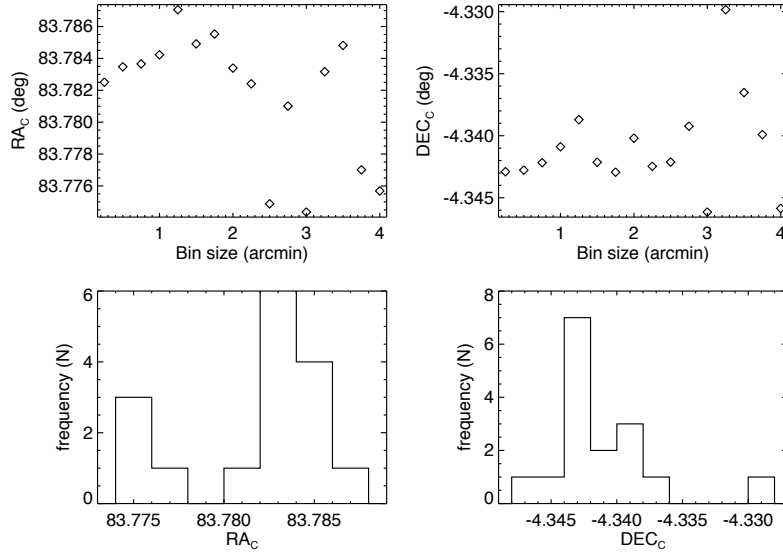


Figura 5.1: Relação entre as coordenadas determinadas e o tamanho dos intervalos utilizados (painéis superiores). Os histogramas mostram as coordenadas do centro mais recorrentes (painéis inferiores).

5.1.1 Determinação do centro

Para determinar o centro de NGC 1981, selecionamos, inicialmente, uma região em torno das coordenadas centrais do alvo dadas pelo catálogo DAML02 ($\alpha = 5^h 35^m 09,0^s$, $\delta = -4^\circ 25' 54''$). Esta região cobre uma área de aproximadamente $0,5 \text{ grau}^2$ e foi limitada para não incluir estrelas ao sul da coordenada $\delta = -4^\circ 55'$ de modo a evitar nebulosidade e contaminação de estrelas associadas a NGC 1977.

O procedimento descrito para determinação do centro (Seção 2.1.1) foi aplicado na região selecionada, utilizando 16 intervalos com larguras entre $0,25''$ - $4,00''$ em RA e em DEC. A Fig. 5.1 mostra as coordenadas centrais calculadas em função da largura dos intervalos utilizados, para NGC 1981. Histogramas mostrando as coordenadas mais recorrentes em RA e DEC também são exibidos. As coordenadas centrais calculadas não apresentaram dependência com os tamanhos dos intervalos utilizados. As coordenadas centrais adotadas para o alvo foram $\alpha = 83^\circ 46' 59''$ e $\delta = -04^\circ 20' 35''$, correspondendo à moda dos valores calculados. O novo centro localiza-se a $5,32'$ ao norte e $0,27'$ ao leste do centro previamente catalogado na literatura e possui uma incerteza associada de aproximadamente $7''$ em α e δ (Seção 2.1.1).

A Fig 5.2 mostra a região em torno de NGC 1981 utilizada no procedimento para determinação do centro, a coordenada central prévia catalogada e

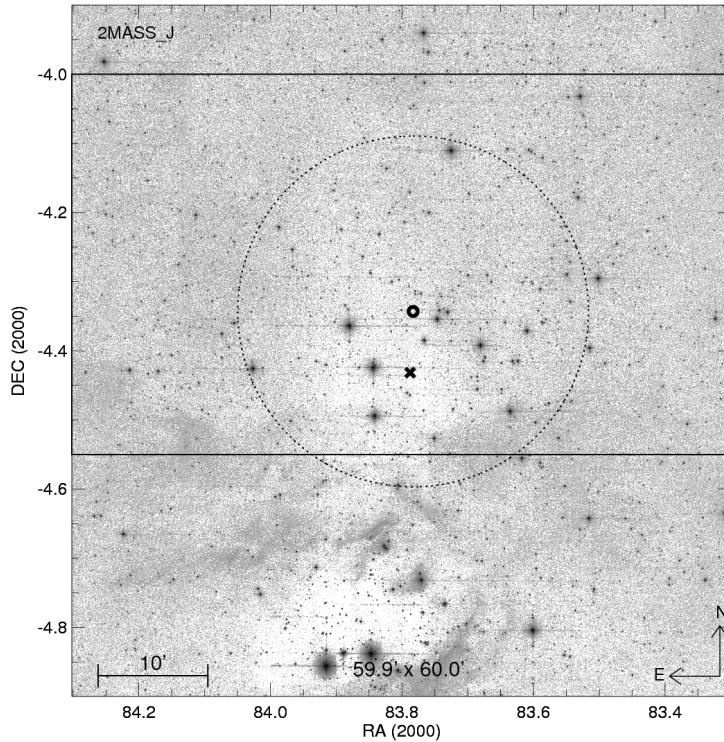


Figura 5.2: Imagem de NGC 1981 na banda *J* mostrando a região utilizada para determinação do centro (retângulo), o centro prévio catalogado (cruz) e o novo centro calculado (círculo). A linha pontilhada corresponde ao raio visual estimado de $16'$.

o novo centro calculado, sobrepostos sobre uma imagem na banda *J* do alvo. Adicionalmente um raio visual de $16'$ foi estimado para o alvo, escolhido para incluir as estrelas de tipo espectral B, mais brilhantes na região.

5.1.2 Perfil de densidade radial

A possível contaminação da população estelar do alvo pelas estrelas de NGC 1977 foi investigada construindo-se perfis radiais de densidade estelar separados para as regiões norte e sul de NGC 1981, utilizando-se semicírculos cobrindo as regiões ao norte e ao sul da declinação central $\delta = -04^{\circ}20'35''$. Mapas de densidade estelar também foram construídos calculando-se a densidade estelar em uma área projetada de $2,5'$ de raio em torno de cada estrela da amostra, para estrelas até $55'$ distantes do centro. Estes mapas permitem discriminar diferenças de densidade estelar mais sutis entre as duas regiões, suavizadas nos RDPs. A Fig. 5.3 mostra os RDPs para as regiões norte e sul de NGC 1981, construídos segundo os procedimentos descritos na Seção 2.1.2,

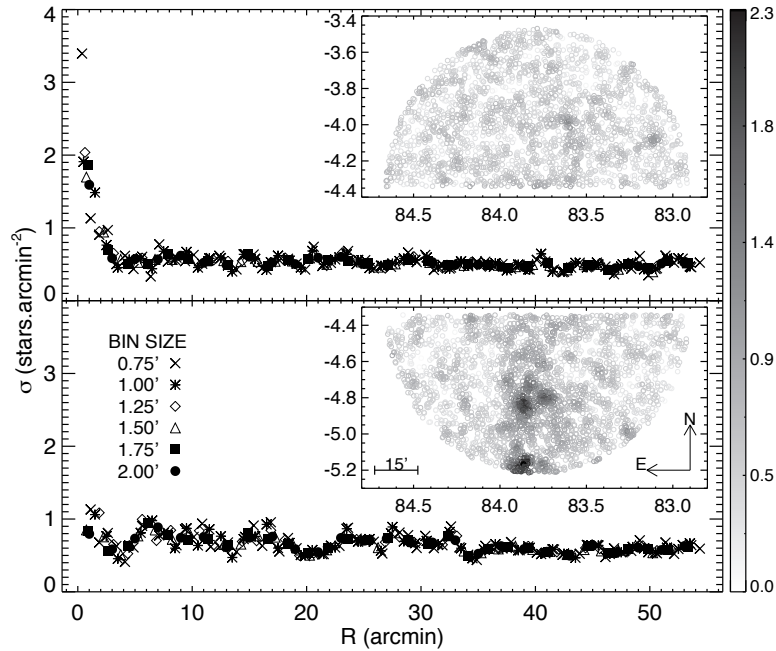


Figura 5.3: RDP da região norte (painel superior) e sul (painel inferior) de NGC 1981. Mapas de densidade estelar de cada região também são exibidos. A barra de cor indica a densidade estelar (estrelas/ $(')^2$) nestes mapas.

e os mapas de densidade estelar correspondentes.

Apesar de NGC 1977 estar a aproximadamente $30'$ ao sul do alvo, nota-se que a contribuição de sua população estelar afeta o RDP da parte sul de NGC 1981. Como não é possível marcar uma divisão clara entre os dois aglomerados nem discriminar suas estrelas, optamos por utilizar a parte norte do RDP para investigar as propriedades estruturais de NGC 1981 por meio de funções analíticas de densidade estelar.

Um ajuste da função de King de dois parâmetros (Eq. 2.2) foi realizado sobre o RDP da região norte de NGC 1981. De modo a prover melhor convergência, o nível do céu foi calculado segundo a média dos intervalos radiais entre $16'$ - $32'$ e em seguida subtraído em todo RDP. A Fig. 5.4 mostra a região do RDP usada para determinação do nível médio do céu e seu respectivo desvio padrão. O ajuste foi então realizado no RDP subtraído do céu utilizando como peso as incertezas de Poisson, derivadas das contagens de estrelas em cada intervalo, conforme descrito na Seção 2.1.2. A Fig. 5.5 mostra o ajuste da função de King de 2 parâmetros e os parâmetros estruturais derivados para NGC 1981, com os respectivos desvios.

Os parâmetros estruturais determinados foram: densidade central $\sigma_0 = 2,4 \pm 1,3$ estrelas/ $(')^2$, raio do núcleo $R_c = 0,8' \pm 0,3'$ e nível do céu $\sigma_{bg} =$

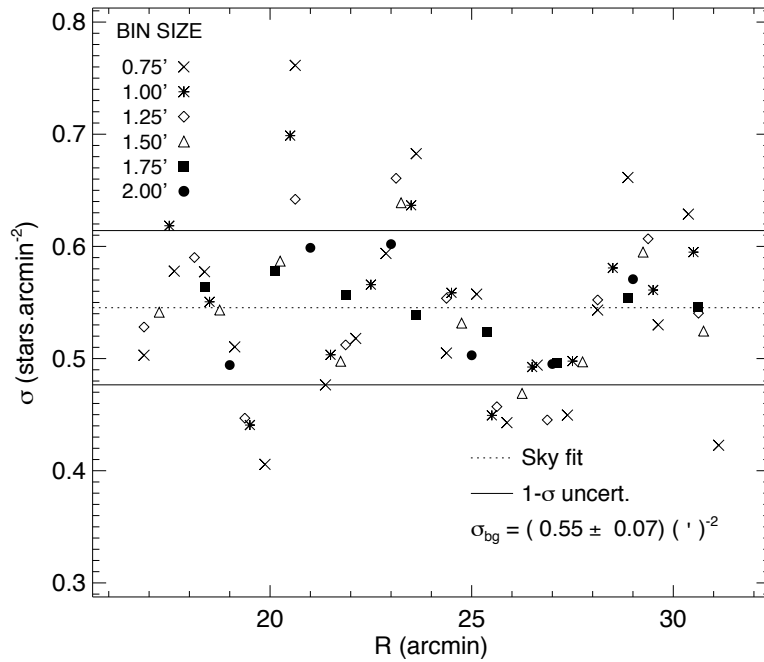


Figura 5.4: Região do RDP (da parte norte) selecionada para determinação do nível do céu. O valor médio obtido e seu respectivo desvio padrão são indicados.

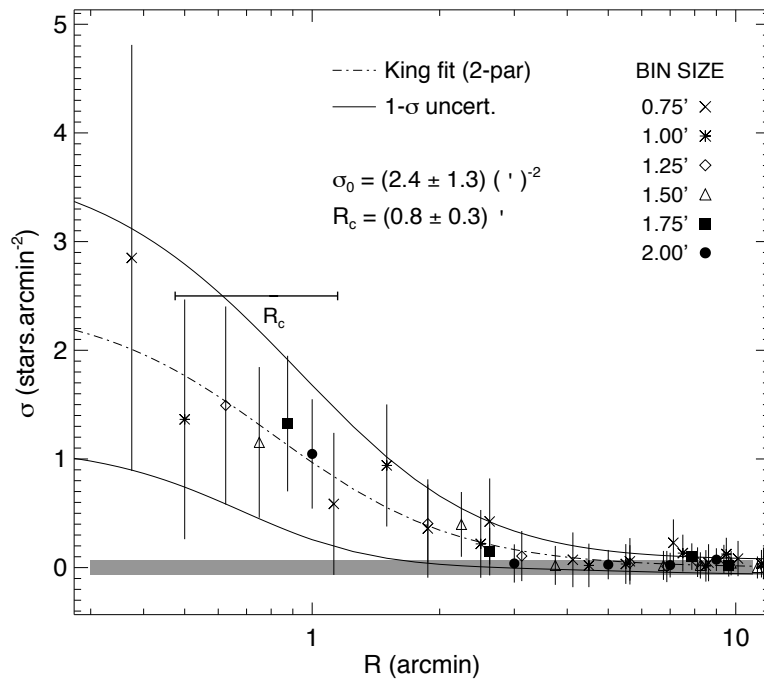


Figura 5.5: Ajuste do perfil de King de 2 parâmetros ao RDP da região norte de NGC1981. Os parâmetros estruturais derivados são exibidos. O raio do núcleo e as flutuações do nível do céu são indicados.

$0,55 \pm 0,07$ estrelas/ $(')^2$. Um raio limite para o aglomerado também foi estimado inspecionando-se visualmente o raio onde a densidade de estrelas no RDP se encontra inteiramente dentro das flutuações do céu. Encontramos para NGC 1981 $R_{lim} = 11' \pm 1'$.

Estes parâmetros foram utilizados como valores de referência para o ajuste da função de King de três parâmetros (Eq. 2.1) sobre o RDP. Entretanto, a natureza dispersa do alvo combinada a uma contaminação significativa de estrelas de campo e à convergência pobre do ajuste indica que seus resultados são fisicamente questionáveis. Desta maneira descartamos este ajuste da análise estrutural de NGC 1981.

5.1.3 Descontaminação de estrelas de campo

O método de descontaminação de estrelas de campo apresentado na Seção 2.1.3 foi aplicado a NGC 1981 utilizando os dados 2MASS para construção de CMDs com eixos J , $J-H$ e $J-K_s$, para ambos o alvo e o campo de controle selecionado. A amostra de dados utilizada inclui estrelas dentro de um raio de extração de $32'$ em relação ao centro calculado do aglomerado. Este raio corresponde a duas vezes o raio visual do aglomerado e garante uma boa amostragem estatística da população de campo, cobrindo todo o CMD.

A amostra descontaminada resultante foi obtida removendo-se estrelas segundo dois critérios complementares. Foram removidas estrelas apresentando probabilidade de pertinência média inferior a 8% ou apresentando índice de exclusão superior a 50%. O primeiro critério foi definido aplicando-se o procedimento de descontaminação utilizando-se diferentes campos de controle. A variação média na probabilidade de pertinência final das estrelas foi de 8%, definindo assim uma margem de erro para o método. Desta forma este valor limite garante a exclusão de estrelas passíveis de possuir probabilidade de pertinência nula. O segundo critério foi definido utilizando-se o índice de exclusão. O limite utilizado (50%) foi uma escolha arbitrária conservativa, levando à exclusão de aproximadamente o mesmo número de estrelas removidas pelo primeiro método e mantendo uma baixa taxa de interceção entre as estrelas removidas por cada critério.

O número de estrelas removidas do CMD da região do aglomerado não contemplou toda a população de campo presente, já que o número esperado de estrelas de campo, medido no CMD do campo de controle, é superior ao número de estrelas excluídas pelo método. Em média, cada critério removeu 45% da população de campo presente no CMD, apresentando 5% de sobreposição entre as estrelas excluídas e levando a uma eficiência de descontaminação de 85%.

A maior parte da remoção ocorreu nas regiões mais densas do CMD, onde

residem as estrelas mais fracas ($J > 12$). Enquanto as estrelas excluídas pelo primeiro critério localizavam-se principalmente na região baixa da sequência principal, aquelas excluídas pelo segundo critério concentraram-se em regiões mais vermelhas do CMD, correspondendo ao locus das estrelas pré-sequência principal. A Fig. 2.8 mostra a região do CMD onde cada critério atuou. A Fig. 5.6 compara os CMDs da amostra inicial, da amostra de campo e da amostra descontaminada final.

A amostra descontaminada final foi restrita a estrelas dentro do raio visual do aglomerado ($R < 16'$), porque a nebulosidade associada a NGC 1977, mais intensa na parte sul do alvo, dá origem a uma população estelar mais avermelhada ocupando uma região bem definida no CMD. Esta população não se superpõe com as estrelas de NGC 1981 e por isso não interferiu no procedimento de descontaminação. Entretanto, mesmo dentro do raio visual do alvo um pequeno grupo destas estrelas avermelhadas pode ser identificado no CMD descontaminado, apresentando $J-H > 0,9$ e $J-K_s > 1,2$. Estas estrelas não foram propriamente amostradas pela população de campo e por isso a probabilidade de pertinência fotométrica atribuída a elas não é confiável. Todas elas se localizam no extremo sul de NGC 1981, sendo possíveis membros do aglomerado embebido NGC 1977.

5.1.4 Parâmetros astrofísicos

Os parâmetros astrofísicos foram determinados por meio do ajuste de isócronas nos CMDs descontaminados. Foram utilizadas isócronas de Padova para os filtros 2MASS (Bonatto et al., 2004) e Johnson-Cousins (Marigo et al., 2008) para estrelas na sequência principal e de Siess et al. (2000) para estrelas na pré-sequência principal. Foram escolhidas as isócronas com *overshooting* e de metalicidade solar em ambos os casos. A determinação dos parâmetros físicos foi guiada pelos valores determinados em estudos anteriores do alvo (Kharchenko et al., 2005; Bally, 2008).

Os dados ópticos foram correlacionados com a amostra de dados no infravermelho próximo por meio das posições celestes das estrelas. Desta forma, o procedimento de descontaminação e as probabilidades de pertinência derivados para os dados 2MASS foram também atribuídos aos dados ópticos, observados nas bandas *BVRI*. Apesar de contar com uma fotometria menos profunda e com incertezas fotométricas maiores, estes dados proveram uma base espectral mais larga para a análise dos CMDs, gerando vínculos adicionais para a determinação dos parâmetros físicos do alvo.

A Fig. 2.10 mostra o ajuste de isócronas realizados em CMDs descontaminados do aglomerado NGC 1981, utilizando dados 2MASS. A Fig. 2.11 mostra os mesmos ajustes, aplicados sobre os CMDs construídos a partir dos

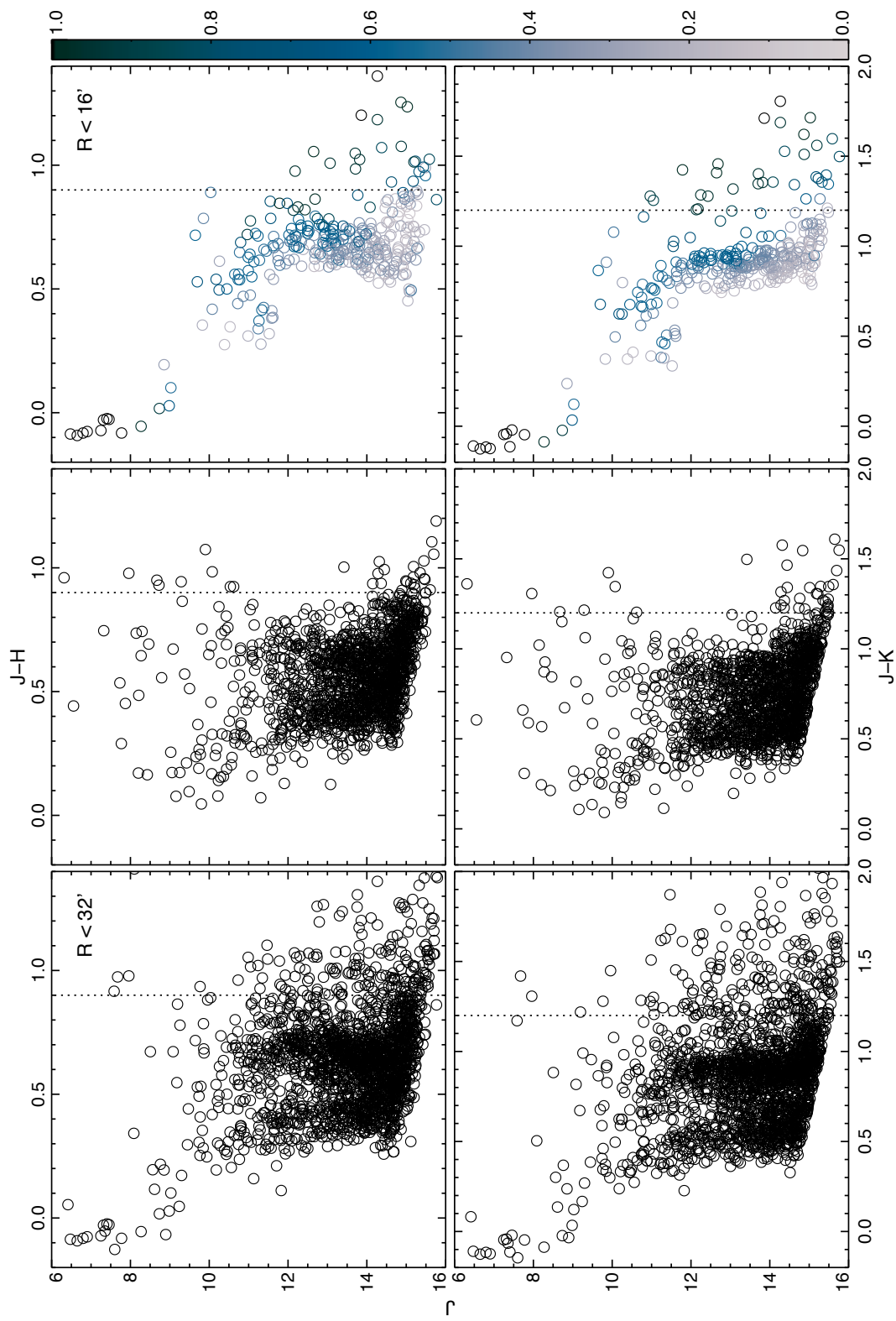


Figura 5.6: CMDs da região do aglomerado (à esquerda), do campo (ao meio) e descontaminado (à direita), utilizando as cores $J-H$ (em cima) e $J-K_s$ (em baixo). As linhas pontilhadas representam os limites na região do aglomerado são bem amostradas pela população de campo. Estrelas avermelhadas, à direita destas linhas, possivelmente pertencem ao aglomerado embebido NGC 1977, ao sul. A barra de cor à direita indica a probabilidade de pertinência fotométrica final atribuída às estrelas.

dados ópticos.

Em estudos fotométricos de aglomerados estelares, o *turn-off* da sequência principal é a principal característica para determinação da idade destes objetos. Entretanto a identificação desta característica no CMD em objetos muito jovens é incerta devido a escassez de estrelas massivas e a verticalidade das isócronas na região do *turn-off*. Para estes objetos o *turn-on*, a posição no CMD onde as estrelas na PMS se unem à MS, é um bom indicador de idade.

A ausência de sequências evolutivas desenvolvidas no CMD torna a determinação de idade ambígua, se baseada apenas em modelos evolutivos para estrelas anãs. O ajuste de isócronas para estrelas na PMS revela que estrelas com idades entre 1-10 Manos coexistem no aglomerado e que a maior parte das estrelas com alta probabilidade de pertinência ($P > 0,6$) localizam-se entre as isócronas de 1-5 Manos, onde ocorre o *turn-on* da população estelar. Este efeito também é observado quando apenas as estrelas mais próximas ao centro (dentro do raio limite) são consideradas. Particularmente, determinamos a idade do alvo entre 4-6 Manos, com base na isócrona PMS de 5 Manos, que melhor se ajusta aos dados.

Apesar de termos encontrado pequenas discrepâncias entre os parâmetros derivados a partir dos dados ópticos e infravermelhos (principalmente no avermelhamento), os valores médios apresentados para o módulo de distância verdadeiro $(m-M)_0 = 7,9 \pm 0,1$ e avermelhamento $E(B-V) = 0,07 \pm 0,03$ geraram bons ajustes em ambos os casos. As incertezas foram definidas para acomodar os valores obtidos segundo os ajustes ótimos nas bandas ópticas e infravermelhas. Estes valores determinam uma distância de 380 ± 17 pc para o alvo, implicando em uma escala espacial de $0,11$ pc/(').

A idade derivada para o alvo é consideravelmente menor que o valor de referência (32 Manos) sugerido por Kharchenko et al. (2005), mas está de acordo com outros traçadores de juventude do alvo e o cenário proposto por Bally (2008). Os valores médios encontrados para distância e avermelhamento são similares aos encontrados por Kharchenko et al. (2005).

5.1.5 Função de massa

Para determinar a massa estelar total do alvo e analisar como ela está distribuída, utilizamos a amostra descontaminada de estrelas para constuir uma função de luminosidade. Ela foi então convertida em uma função de massa empregando-se um ajuste sobre a relação massa-luminosidade derivada a partir de isócronas evoluídas e PMS, conforme descrito na Seção 2.1.5.

A LF foi construída contando-se estrelas em intervalos uniformes de $0,4$ mag. sobre a amostra descontaminada de estrelas na banda J (Fig. 2.13). A relação massa-luminosidade foi derivada a partir das isócronas de Padova e de Siess

de 5 Manos, de metalicidade solar. Sua inclinação foi determinada por meio da 1ª derivada de uma *spline* ajustada, conforme exibido na Fig. 2.12.

Para analisar a distribuição espacial da massa estelar em NGC 1981 duas MFs foram construídas, incluindo as regiões interna, dentro de 5,5' (metade do raio limite), e externa, de 5,5' até o raio limite, do alvo. Uma lei de potência foi ajustada aos dados em ambas as regiões. A função utilizada foi: $\phi(m) = A m^{-(1+\chi)}$, onde A é um fator de normalização definido pelo número de estrelas em cada região e χ é a inclinação da MF. A Fig. 5.7 mostra a MF construída para cada região, a inclinação obtida do ajuste da lei de potência e a massa total calculada segundo uma soma discreta de estrelas em cada intervalo de massa (Eq. 2.11).

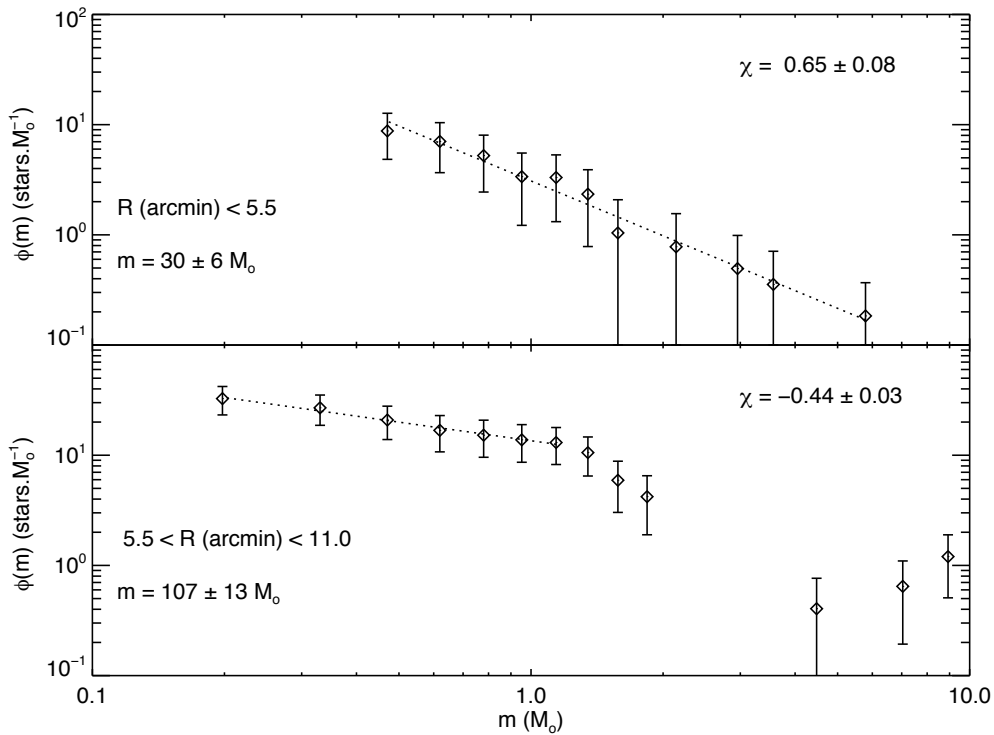


Figura 5.7: Função de massa das estrelas interiores a 5,5' (acima) e no intervalo entre 5,5-11' (abaixo). Os ajustes da lei de potência, inclinações resultantes e massa total são exibidos. As barras de erro correspondem à estatística de Poisson.

As inclinações da MF obtidas para o intervalo de massas estelares entre 0,1–1,0 M_{\odot} em cada região foram $\chi = 0,65 \pm 0,08$ e $\chi = -0,44 \pm 0,03$, para as regiões interna e externa, respectivamente. Ambas as regiões apresentaram inclinações da MF menores que o valor canônico de Salpeter (1955), indicando que, apesar de jovem, a distribuição de massa do alvo já se desviou consideravelmente de sua condição inicial. De fato, a ausência de estrelas com

massas menores que $0,4 M_{\odot}$ na região interna do aglomerado (e a presença das mesmas na região externa) está de acordo com o efeito de segregação de massa¹, causado pela evolução dinâmica de sistemas estelares. A massa estelar total calculada para cada intervalo foi $30 \pm 6 M_{\odot}$ e $107 \pm 13 M_{\odot}$ para as regiões interna e externa, respectivamente.

5.1.6 Astrometria

Movimentos próprios do catálogo UCAC3 (Zacharias et al., 2010) foram utilizados para se investigar as propriedades cinemáticas da população estelar de NGC 1981 e investigar a confiabilidade das probabilidades de pertinência fotométricas atribuídas às suas estrelas. Foram selecionadas apenas estrelas dentro do raio visual do alvo ($R < 16'$) apresentando medidas de movimento próprio em RA e DEC, com suas respectivas incertezas.

A comparação entre os dados UCAC3 com nossa amostra 2MASS descontaminada foi realizada por meio do identificador 2MASS único, presente em ambos os conjuntos de dados. Isso nos permitiu aplicar a pertinência fotométrica derivada anteriormente para distinguir as estrelas do aglomerado da população de campo no diagrama de vetores de movimento próprio, exibido na Fig. 2.14. Apesar dos erros médios nas componentes μ_{δ} e $\mu_{\alpha} \cos \delta$ serem grandes, nota-se uma clara concentração das estrelas consideradas membros em torno de $(\mu_{\alpha} \cos \delta, \mu_{\delta}) = (0,0)$, enquanto aquelas atribuídas ao campo se encontram mais espalhadas pelo diagrama.

Histogramas das distribuições de movimento próprio projetados em suas componentes provêm uma maneira mais clara de se visualizar a separação entre as populações do aglomerado e de campo no VPD. A Fig. 2.15 compara a distribuição dos movimentos próprios destas populações projetadas no módulo do movimento próprio total $|\mu|$ (Eq. 2.12), no ângulo de posição do movimento próprio θ_{μ} (Eq. 2.13), e nas componentes $\mu_{\alpha} \cos \delta$ e μ_{δ} . Nota-se que apesar das duas populações estarem se deslocando em direções semelhantes (θ_{μ}), as estrelas membro se movem com uma velocidade projetada inferior às estrelas de campo ($|\mu|$) e são facilmente distinguíveis nas componentes $\mu_{\alpha} \cos \delta$ e μ_{δ} . Adicionalmente os diagramas mostram (particularmente $\mu_{\alpha} \cos \delta$) que a seleção de membros segue contaminada por componentes pertencentes à distribuição de campo. De forma geral, a classificação fotométrica das estrelas membros e de campo separa consistentemente as duas populações no VPD, fornecendo um vínculo independente que valida o método de descontaminação.

¹o efeito de segregação de massa em aglomerados estelares é caracterizado pelo excesso de estrelas de baixa massa e uma depleção das estrelas de alta massa nas regiões externas do alvo, em relação à região interna.

Utilizamos ainda a dispersão dos movimentos próprios obtidos pelo UCAC3, para a amostra descontaminada de estrelas dentro do raio limite ($N = 255$ estrelas) e com probabilidades de pertinência superior a 50%, para estimar a dispersão média das velocidades espaciais, $\sigma_v = 23 \pm 14$ km/s, segundo a Eq. 2.15. Este valor, juntamente com o tamanho físico do aglomerado ($D = 2,43$ pc; Eq. 2.14) foi empregado na determinação do tempo de cruzamento, $t_{cross} = 0,10$ M anos, e do tempo de relaxação do alvo, $t_{relax} = 0,42$ M anos, segundo as equações 2.16 e 2.17, respectivamente.

Apesar de ser inesperada para um aglomerado tão jovem, sua evolução dinâmica pode ter causado um violento colapso de seu núcleo, levando a segregação de massa e evaporação estelar. Este cenário é plausível, uma vez que o tempo de relaxação atual do alvo aparenta ser muito menor que sua idade.

Além disso, determinamos o estado dinâmico do aglomerado comparando sua energia cinética com a energia potencial gravitacional. Se o aglomerado constitui um sistema ligado então:

$$U < K \quad \therefore \quad \frac{M\sigma_v}{2} < \frac{GM^2}{R_{lim}} \quad (5.1)$$

onde $M = 137 \pm 14 M_\odot$ é a massa total do aglomerado e todas as grandezas são tomadas para as estrelas dentro do raio limite.

Calculando as energias obtemos $U = 1,34 \times 10^{38}$ J e $K = 7,25 \times 10^{40}$ J, o que indica que o aglomerado não se encontra ligado gravitacionalmente.

5.2 ESO 442SC04

5.2.1 Determinação do centro

Para determinar o centro de ESO 442SC04 de forma mais precisa, selecionamos uma região de aproximadamente $0,5$ grau² em torno do centro das coordenadas equatoriais (J2000) $\alpha = 12^h 34^m 05^s$ e $\delta = -29^\circ 24' 36''$, correspondentes ao centro do alvo segundo o catálogo DAML02. A aplicação dos procedimentos descritos na Seção 2.1.1 falhou, uma vez que o pequeno número de estrelas presentes no alvo foi insuficiente para a realização de ajustes gaussianos consistentes. O centro do alvo foi então determinado, através do intervalo apresentando maior densidade estelar em ambos RA e DEC, nas coordenadas $\alpha = 12^h 34^m 04^s$ e $\delta = -29^\circ 24' 00''$.

A Fig. 5.8 mostra a distribuição estelar do alvo projetada em RA e DEC e as tentativas do ajuste gaussiano. Nota-se que a sobredensidade do alvo é

extremamente concentrada em um único intervalo. O novo valor determinado para o centro fica a $0,64'$ para o norte do valor de referência catalogado.

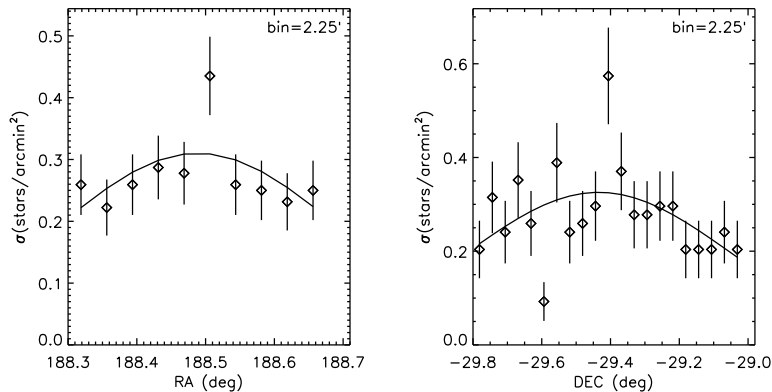


Figura 5.8: Tentativas de ajuste gaussiano para a determinação do centro de ESO 442SC04. Os picos de maior densidade em RA (à esquerda) e DEC (à direita) foram adotados como centro do objeto.

5.2.2 Perfil de densidade radial

Utilizando as novas coordenadas determinadas para o centro, construímos seu perfil radial de densidade estelar, contando estrelas dentro de intervalos anelares uniformes de vários tamanhos, entre $0,75'-2,00'$, conforme descrito na Seção 2.1.2. As estrelas foram contadas em intervalos até $55'$, muito além do raio visual estimado para o alvo ($R = 11'$). A baixa densidade de campo nas imediações do alvo nos permitiu selecionar o intervalo entre $30'-55'$ para estimar o nível do céu. A Fig. 5.9 mostra o RDP resultante para ESO 442SC04, onde está demarcada a região utilizada para estimar o nível do céu. A Fig. 5.10 mostra a determinação do nível médio do céu e seu respectivo desvio padrão.

A densidade estelar média do céu, $\sigma_{bg} = 0,30 \pm 0,03$ estrelas/ $(')^2$, foi então subtraída de cada intervalo do perfil de densidade e o RDP resultante utilizado para a determinação dos parâmetros estruturais do alvo por meio do ajuste de perfis de King. A função de King de 2 parâmetros (Eq. 2.2) foi ajustada ao RDP subtraído do céu gerando os seguintes parâmetros: densidade central $\sigma_0 = 2,0 \pm 0,7$ estrelas/ $(')^2$, raio do núcleo $R_c = 0,9' \pm 0,2'$. Estes valores foram utilizados como referência para o ajuste da função de King de 3 parâmetros (Eq. 2.1) levando aos parâmetros estruturais adotados para o alvo: $\sigma_0 = 1,8 \pm 0,5$ estrelas/ $(')^2$, $R_c = 1,2' \pm 0,3'$ e raio de maré $R_t = 18' \pm 6'$. A Fig. 5.11 mostra o ajuste das funções de King de 2 e 3

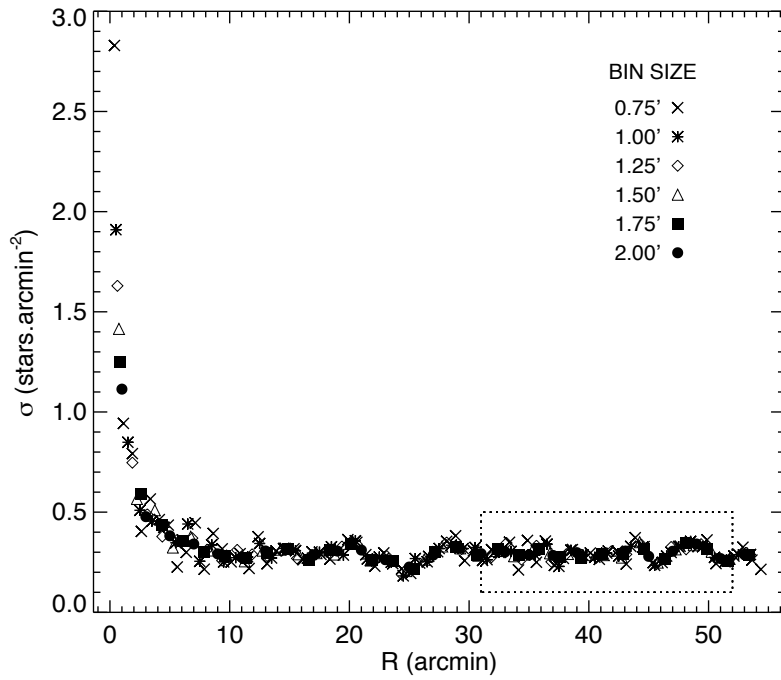


Figura 5.9: Perfil de densidade radial de ESO 442SC04. O retângulo pontilhado indica a região selecionada para o ajuste do nível do céu (ver Fig. 5.10).

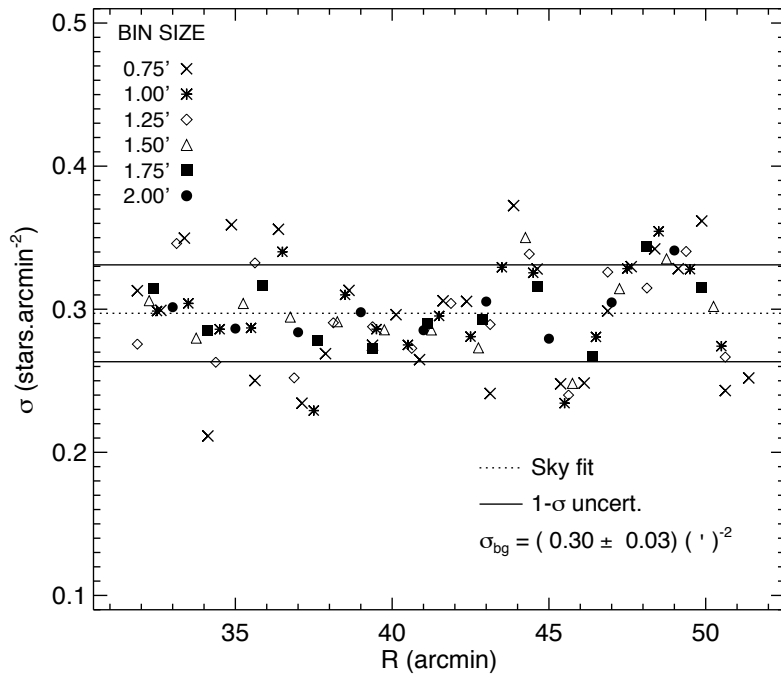


Figura 5.10: Determinação do nível médio do céu na região anelar selecionada (ver Fig. 5.9), em torno de ESO 442SC04. O valor médio calculado e seu desvio padrão são indicados.

parâmetros, os parâmetros estruturais determinados e as incertezas associadas a eles.

Baseados no raio do núcleo (R_c) e raio de maré (R_t) determinados, calculamos o parâmetro de concentração $c = \log(R_t/R_c) = 1,2 \pm 0,2$. Adicionalmente, definimos o raio limite para o alvo $R_{lim} = 11'$, correspondendo à distância em relação ao centro do objeto onde a sobredensidade de estrelas se mistura completamente com o nível do céu. Entretanto, dada a natureza duvidosa de ESO 442SC04, estes resultados devem ser tratados com cuidado, uma vez que só têm validade para grupos de estrelas fisicamente ligados.

5.2.3 Ajuste de isócronas e descontaminação

Mostramos na Fig. 5.12 diagramas cor-magnitude construídos a partir dos dados 2MASS para a parte central ($R < 1,8'$) de ESO 442SC04 e para um campo de controle anelar externo entre $29,87' < R < 30,00'$, definido para conter o mesmo número de estrelas observados na região central do alvo. Com relação às áreas amostradas, a região interna apresenta uma densidade estelar 2,4 vezes mais elevada que o campo de controle. Além disso, as estrelas na região interna do objeto parecem se distribuir sobre uma sequência evolutiva enquanto aquelas no campo externo se encontram espalhadas, sugerindo uma estrutura coesa para o objeto e suportando sua classificação como um possível remanescente de aglomerado aberto (POCR).

Uma isócrona de metalicidade solar de 2,5 G anos (Bonatto et al., 2004) provê um bom ajuste aos dados de ESO 442SC04 ao adotar-se um módulo de distância verdadeiro de $(m-M)_0 = 10,5 \pm 0,2$ e uma correção de avermelhamento de $E(B-V) = 0,09 \pm 0,01$, derivada dos mapas de HI (Burstein & Heiles, 1982) e poeira (Schlegel et al., 1998) na direção do objeto e das relações de extinção de Rieke & Lebofsky (1985).

O acerto do ajuste é satisfatório quando leva-se em conta que a presença de binárias no centro do objeto é esperada nos estágios de vida tardios dos aglomerados abertos, como consequência dos efeitos dinâmicos de sua evolução. A distância obtida de $d = 1,3 \pm 0,1$ kpc coloca o objeto no disco espesso da galáxia ($X=7,49$ kpc, $Y=-0,96$ kpc, $Z=0,71$ kpc), e sua idade relativamente avançada é compatível com a idéia de que ele está em fase de dissolução.

Aplicamos o método de descontaminação (Seção 2.1.3) para as estrelas dentro do raio limite determinado para o alvo ($R = 11'$), usando como campo de controle a amostra dentro de um anel de mesma área situado entre $11,0' < R < 15,6'$ em relação ao centro do objeto. O pequeno número de estrelas presente nas regiões consideradas torna as amostras utilizadas estatisticamente insuficientes, levando a uma amostra descontaminada esparsa

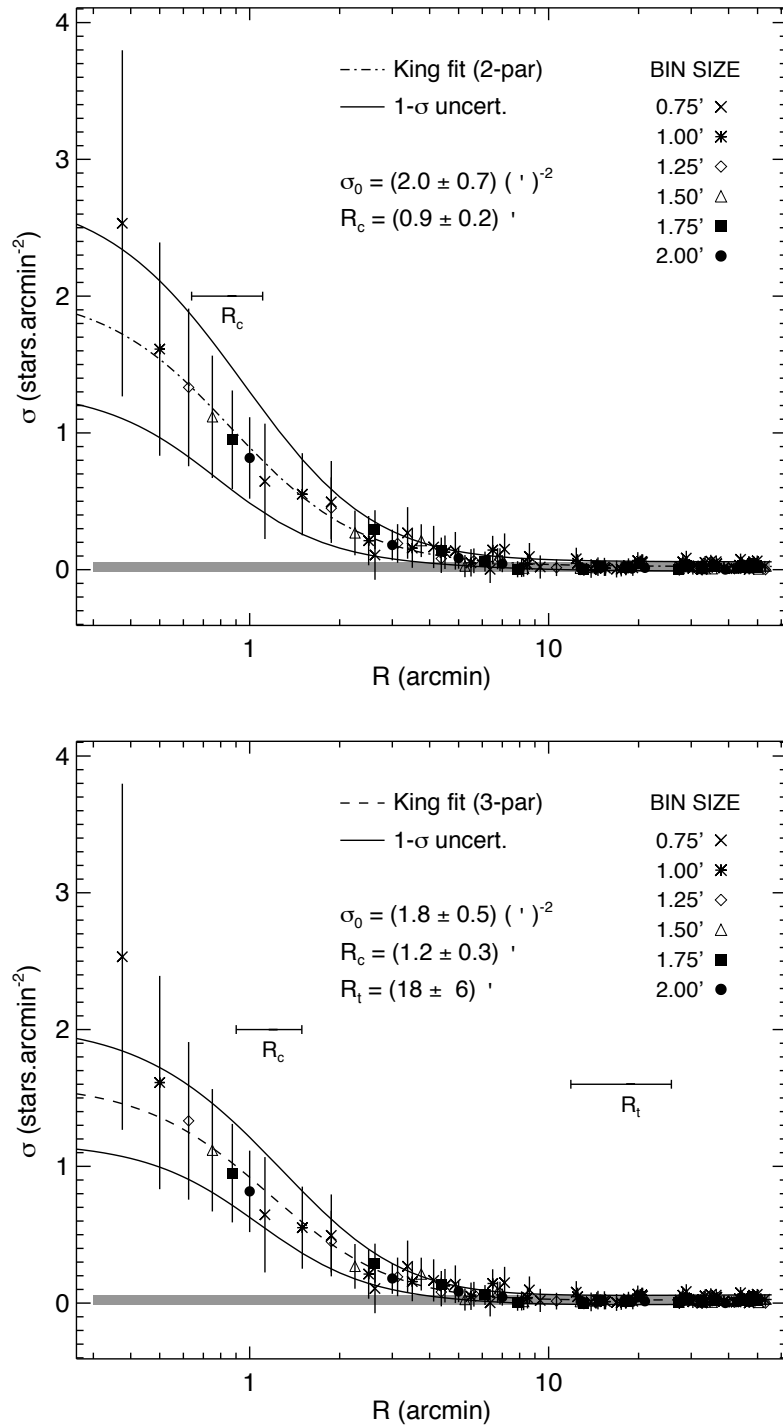


Figura 5.11: Ajuste da função de King de 2 parâmetros (acima) e de 3 parâmetros (abaixo) sobre o RDP de ESO 442SC04 subtraído do céu. As incertezas de 1- σ associadas aos ajustes (linhas sólidas), o nível do céu determinado (faixa cinza) e os parâmetros estruturais determinados também são exibidos. As barras de erro correspondem à estatística de Poisson.

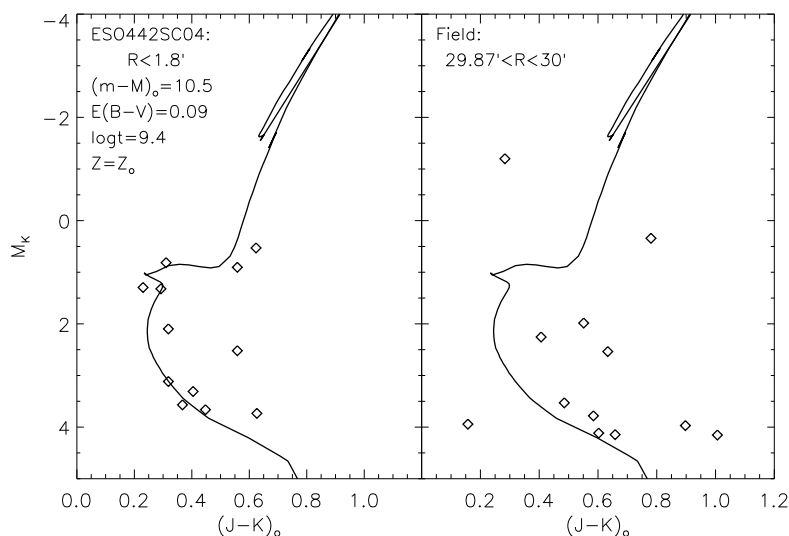


Figura 5.12: CMDs de ESO 442SC04 (à esquerda) e do campo de controle anular circunscrito (à direita). Os dados foram corrigidos pelo módulo de distância e avermelhamento e foram superpostos à isócrona de metalicidade solar de 2,5 G anos, em ambos os diagramas.

e duvidosa. A Fig. 5.13 compara a distribuição das estrelas na região do alvo e no campo de controle com a amostra descontaminada, nos CMDs nas bandas 2MASS. A isócrona evoluída de 2,5 G anos, foi levada à magnitude aparente dos dados e deslocada 0,75 mag para representar uma população de binárias com componentes de mesma massa. Apesar do pequeno grupo de estrelas presentes na amostra descontaminada se concentrar perto do *turn-off* e do ramo de sub-gigantes, as estrelas de maior pertinência fotométrica se apresentam espalhadas pelo CMD, indicando que estas seqüências evolutivas podem não ser reais.

A fotometria *UBVRI* obtida no SOAR gerou uma amostra mais profunda da região central de ESO 442SC04 que a amostra de dados 2MASS, fornecendo vínculos adicionais para elucidar a natureza deste grupo estelar. O procedimento de descontaminação foi aplicado a este conjunto de dados, de maneira similar ao realizado com os dados 2MASS, mas baseando-se em um campo de área reduzida ($5,2' \times 5,2'$) no centro do alvo, e um campo de controle de mesma área, localizado $10'$ ao sul. As bandas *VRI* foram escolhidas para aplicação do método por possuírem um maior número de estrelas nos CMDs. A Fig. 5.14 exhibe o procedimento de descontaminação realizado sobre os dados ópticos, de maneira análoga ao realizado sobre os dados no infravermelho próximo.

A pequena cobertura espacial do imageador SOI não é ideal para se amostrar a população de campo uma vez que sua área reduzida pode ser afetada

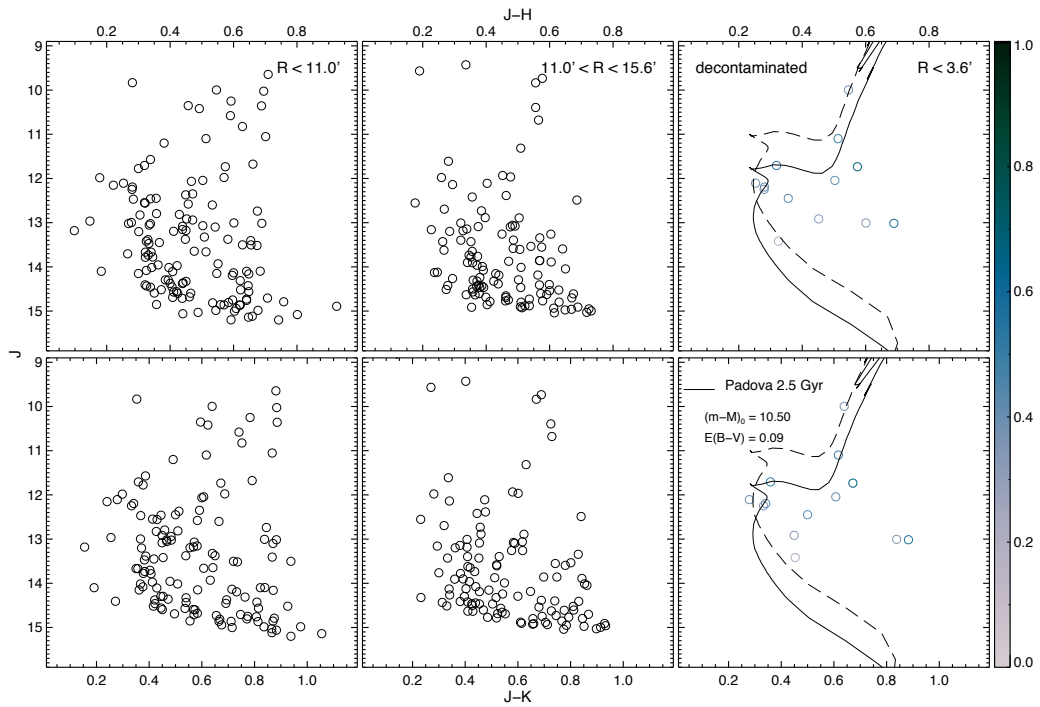


Figura 5.13: CMDs das estrelas da região do objeto (à esquerda), do campo (ao meio) e da amostra descontaminada (à direita), nas cores $J-H$ (acima) e $J-K_s$ (abaixo). Uma isócrona 2,5 G anos e sua equivalência considerando-a formada por binárias com componentes de mesma massa também são exibidas. A barra de cor indica a probabilidade de pertinência.

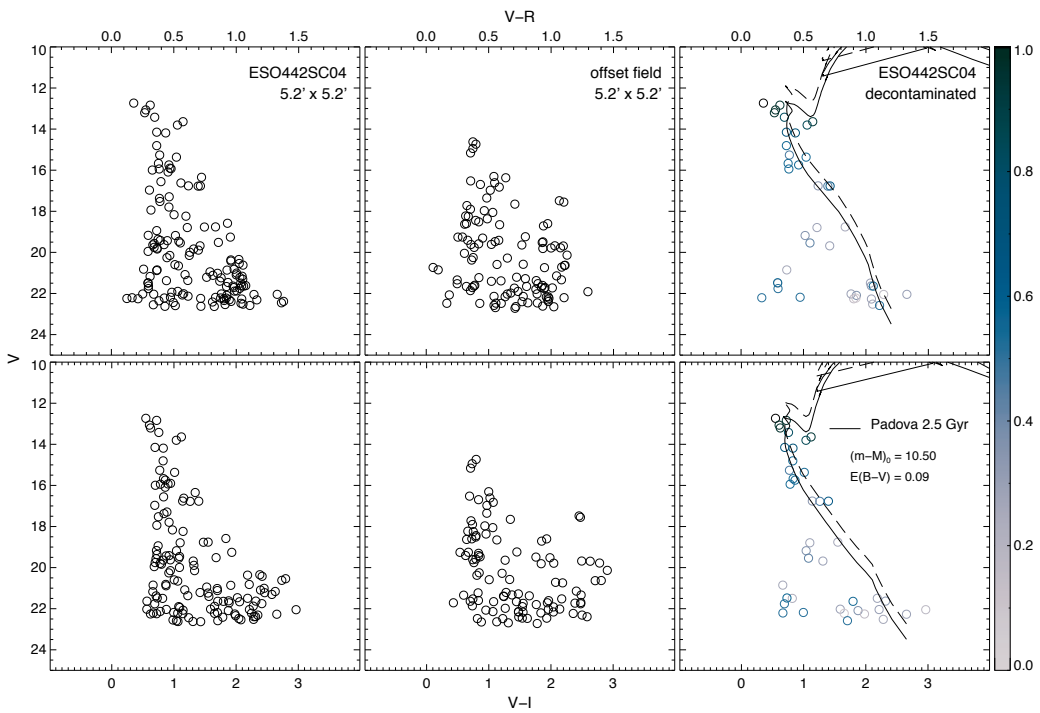


Figura 5.14: Idêntico à Fig. 5.13, porém nas bandas $V \times (V-R)$ (acima) e $V \times (V-I)$ (abaixo) da fotometria SOAR.

por não-uniformidades em pequena escala do céu. Uma maneira apropriada para lidar com campos pobres como este, seria adotar uma média entre vários campos de controle (Pavani & Bica, 2007, ver Seção 5.2.4). Apesar deste problema, a amostra descontaminada apresentou alta probabilidade de pertinência para as estrelas mais brilhantes que $V \approx 18$, localizadas sobre a isócrona de 2,5 G anos, enquanto a maior parte das estrelas fracas, espalhadas pela parte baixa do CMD, apresentaram baixas probabilidades de pertinência.

5.2.4 Movimento próprio

Dados de movimento próprio foram extraídos do catálogo UCAC3 para aproximadamente 200 estrelas dentro de $15'$ do centro de ESO 442SC04. Comparações entre a distribuição de movimentos próprios na região central do objeto e a distribuição de estrelas em duas configurações distintas de campo foram empregadas para se avaliar a contaminação de campo na posição do alvo.

A primeira comparação foi empregada para reproduzir o campo de visão quadrado de nossas observações: estrelas dentro de uma região de $5,5' \times 5,5'$ centralizada no alvo foram comparadas com estrelas dentro de 4 campos de controle de mesmo tamanho, localizados a $10'$ de distância nas direções leste, oeste, norte e sul. Como a amostra do campo foi coletada em um área quatro vezes maior, o número de estrelas de campo em cada distribuição projetada de movimento próprio foi dividido por quatro. A Fig. 5.15 compara as distribuições de movimento próprio das estrelas na região do objeto e do campo no VPD e em histogramas nas projeções $\mu_\alpha \cos \delta$, μ_δ e em $|\mu|$ e θ_μ , conforme descrito na Seção 2.2.

Na segunda configuração, a região central do alvo foi amostrada em um círculo de $3,1'$, escolhido por possuir a mesma área amostrada na primeira configuração, e comparada com quatro amostras do campo de mesma área, extraídas de anéis circunscritos localizados além do raio limite do alvo, entre $11,0' < R < 12,6'$. Similarmente à primeira configuração, as distribuições de movimento próprio do campo foram divididas por quatro e comparadas com aquelas da região interna do alvo na Fig. 5.16.

Adicionalmente, a amostra descontaminada proveniente dos dados 2MASS foi correlacionada com os dados UCAC3 dentro do raio limite do alvo ($R < 11'$) permitindo a comparação entre a distribuição das estrelas membro e da população de campo nesta região, conforme a análise fotométrica. A Fig. 5.17 mostra o VPD para as estrelas dentro de $11'$ do centro do alvo, e as probabilidades de pertinência atribuídas a partir dos dados no infravermelho próximo. Similarmente às configurações anteriores, histogramas são

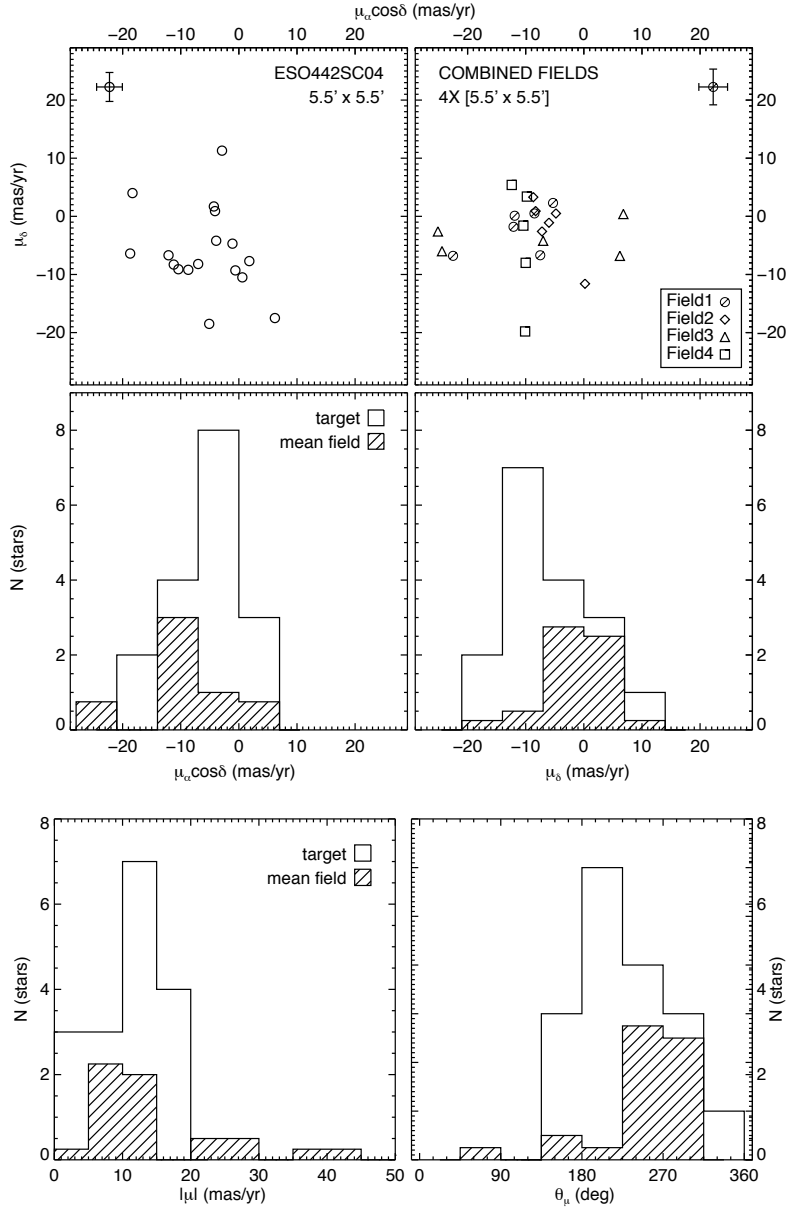


Figura 5.15: *Acima:* VPDs do alvo (à esquerda) e dos quatro campos de controle combinados (à direita), identificados por diferentes símbolos, extraídos em caixas de $5,5' \times 5,5'$. As incertezas médias dos movimentos próprios são indicadas. *Ao meio:* distribuição dos movimentos próprios em RA (à esquerda) e DEC (à direita), para as estrelas na região do alvo (histogramas vazios) e uma média dos campos (histogramas hachurados). *Abaixo:* distribuição dos módulos de movimento próprio (à esquerda) e de seus ângulos de posição (à direita).

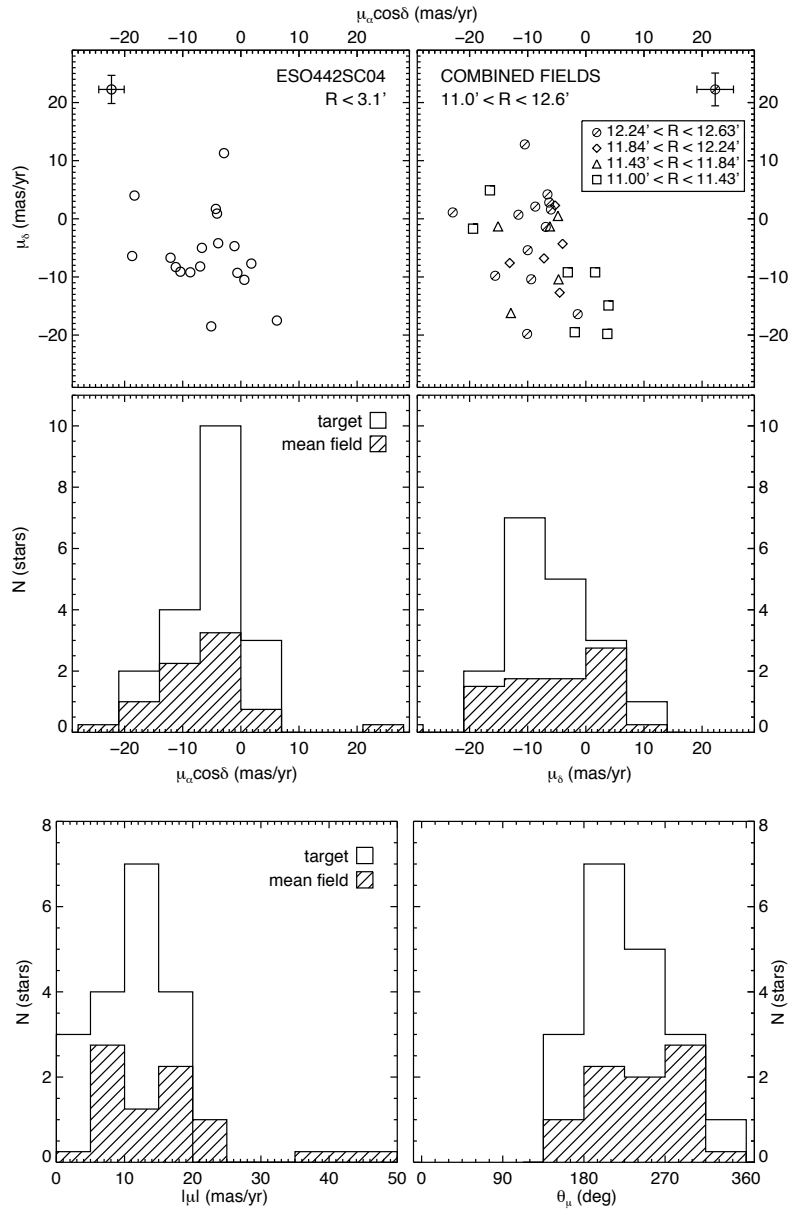


Figura 5.16: Idêntico à Fig. 5.15, para uma amostra dentro de $3,1'$ em relaçaõ ao centro para o alvo e áreas anelares entre $11,0' - 12,6'$ para os quatro campos de controle.

Tabela 5.1: Moda das distribuições de movimento próprio segundo cada definição adotada para as amostras do alvo e do campo

Amostra	$\mu_\alpha \cos \delta$ (mas/ano)	μ_δ (mas/ano)	$ \mu $ (mas/ano)	θ_μ (graus)
$[5,5' \times 5,5']$	-3,5	-10,5	12,5	202,5
$R < 3,1'$	-3,5	-10,5	12,5	202,5
membros	-3,5	-10,5	7,5	180
C05 (alvo)	-5,0	-5,0	–	–
$4 \times [5,5' \times 5,5']$	-10,5	0,0	7,5	270,0
$11' < R < 12,6'$	-3,5	3,5	7,5	292,5
não-membros	-10,5	-3,5	7,5	270,0
C05 (campo)	-5,0	-10,0	–	–

utilizados para comparar a distribuição das estrelas membro e das estrelas de campo em $\mu_\alpha \cos \delta$, μ_δ , $|\mu|$ e θ_μ .

A Tabela 5.1 exibe a moda das distribuições de movimento próprio do alvo e do campo, projetadas em $\mu_\alpha \cos \delta$, μ_δ , $|\mu|$ e θ_μ , de acordo com as duas definições de campo adotadas. As distribuições das amostras de estrelas membros e não-membros dentro de $11'$, atribuídas fotometricamente, também foram incluídas como definições adicionais para a amostra do alvo e do campo, respectivamente. Os valores encontrados por Carraro et al. (2005) são exibidos como referência.

Apesar da moda das distribuições de movimento próprio para o alvo ser compatível, dentro dos erros, com os valores encontrados por Carraro et al. (2005), os valores encontrados para as distribuições do campo apresentam uma grande diferença. Ela pode ser atribuída ao fato das incertezas nos movimentos próprios do catálogo SPM3 serem maiores, especialmente para as estrelas mais fracas (abundantes no campo), e à diferente amostra de campo utilizada pelo autor.

Conforme a Tabela 5.1 sugere, indícios de uma população estelar coeva estão presentes nos histogramas descontaminados, particularmente nas projeções $\mu_\alpha \cos \delta$, μ_δ e em θ_μ . Porém, as modas das distribuições entre as amostras de campo utilizadas também são diferentes entre si, demandando uma análise mais cuidadosa. De modo a exemplificar quantitativamente a semelhança entre as distribuições de movimento próprio, testes Kolmogorov-Smirnov de duas amostras foram empregados para comparar a similaridade entre as distribuições de movimento próprio do alvo e das duas definições de campo utilizadas. Os testes compararam estas amostras par a par, nas projeções $\mu_\alpha \cos \delta$ e μ_δ , e seus resultados são exibidos na Tabela 5.2.

Todos os testes empregados resultaram em valores reduzidos para a pro-

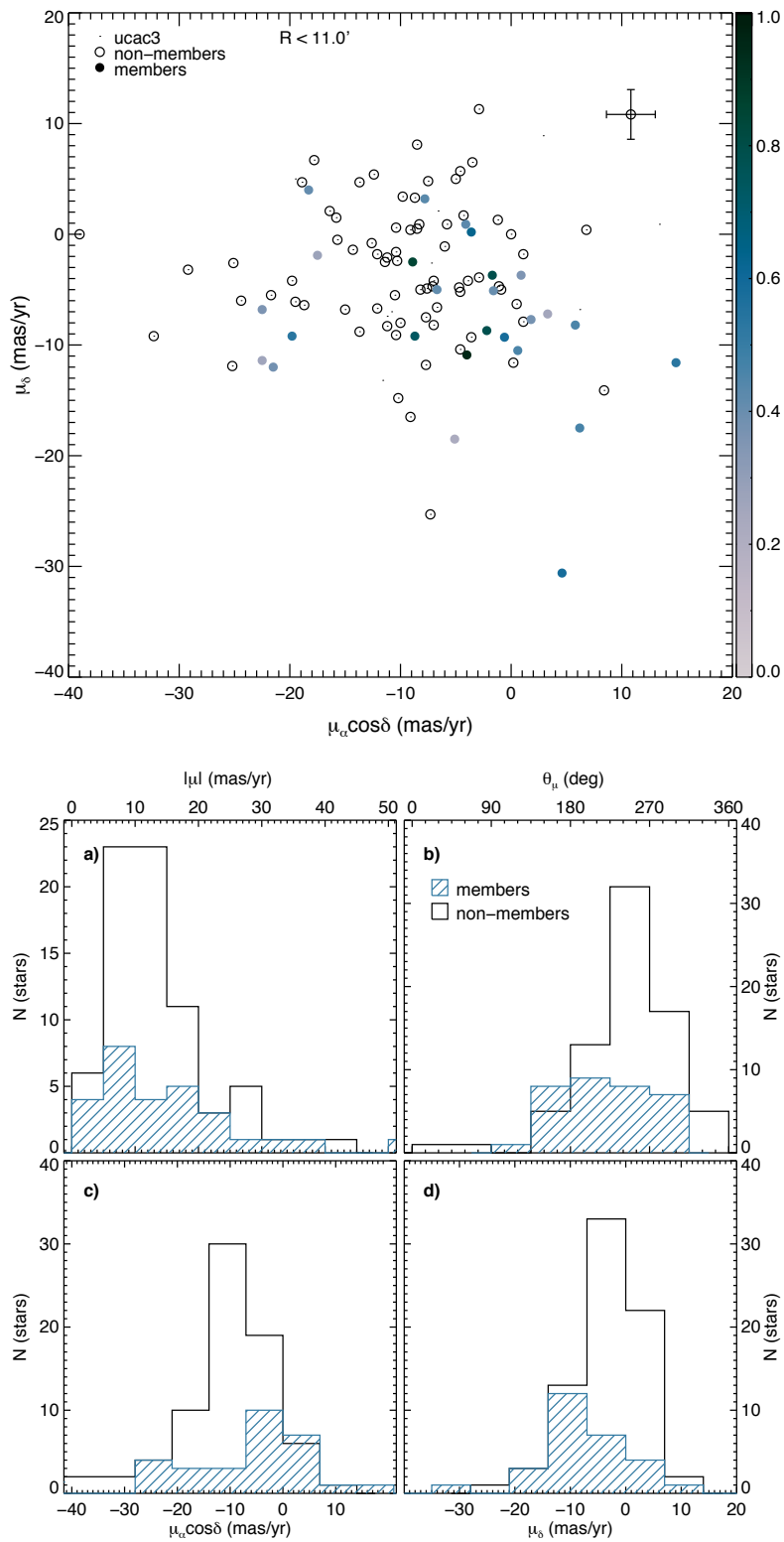


Figura 5.17: *Acima:* VPD das estrelas de ESO 442SC04 dentro de $11'$. Círculos preenchidos representam as estrelas pertencentes ao alvo, com probabilidade de pertinência dada pela barra de cor, e círculos vazios representam as estrelas de campo. Os erros médios dos movimentos próprios são indicados. As distribuições de movimento próprio das duas populações também são comparadas em $\mu_\alpha \cos \delta$ (ao meio à esquerda), μ_δ (ao meio à direita), $|\mu|$ (abaixo à esquerda) e θ_μ (abaixo à direita).

Tabela 5.2: Valores de probabilidade de semelhança (p) para os testes Kolmogorov-Smirnov entre duas amostras.

Amostra	Distribuição	1 ^a definição de campo	2 ^a definição de campo
Alvo	$\mu_\alpha \cos \delta$	0,48	0,03
	μ_δ	0,28	0,04
2 ^a def. de campo	$\mu_\alpha \cos \delta$	–	0,20
	μ_δ	–	0,10

abilidade de semelhança entre distribuições ($p < 0,48$), indicando que elas provavelmente não foram extraídas de uma mesma população. Entre as duas definições de campo empregadas, esta probabilidade é inferior a 20%. Este resultado estatístico mostra que a diferença observada entre as distribuições de campo é possivelmente atribuída à variabilidade da população de campo Galáctica, aliada às pequenas regiões do céu amostradas.

A amostra de campo relativa à primeira definição usada (campos em caixas quadradas) apresenta uma distribuição muito diferente daquela na região do alvo ($p \leq 0,04$), enquanto a segunda definição usada (campos em anéis circunscritos) apresenta uma distribuição mais similar à do alvo ($p \leq 0,48$). A utilização de uma única definição de campo (por exemplo, a primeira) poderia ter nos levado a concluir, erroneamente, que uma população estelar pode ser distinguida em meio aos movimentos próprios do campo. Ao empregar uma amostra adicional de campo, mostramos que as diferenças observadas nas distribuições de movimento próprio podem ser atribuídas a flutuações intrínsecas da população do campo Galáctico e não oriundas do movimento coeso de um grupo estelar. Consequentemente, a análise dos VPDs construídos a partir dos movimentos próprios UCAC3 não permite distinguir a presença de um conjunto estelar ligado em meio às variações do campo.

5.2.5 Espectroscopia

Adotamos os espectros da biblioteca espectral ELODIE 3.1 como referência na aplicação dos métodos de correlação-cruzada descritos na Seção 2.3 para determinar os parâmetros astrofísicos das estrelas observadas na região central de ESO 442SC04.

Velocidades radiais

A tarefa FXCOR foi utilizada para se determinar iterativamente a velocidade radial das estrelas padrão (Seção 2.3). Elas então tiveram suas velocidades radiais corrigidas e foram empregadas como referência em nova

correlação-cruzada com os espectros de ciência. A média e a dispersão das velocidades obtidas para cada espectro estão reunidas na Tabela 5.3. A distribuição das velocidades radiais é exibida na Fig. 5.18. A largura dos intervalos do histograma foi determinada segundo o dobro do erro médio das velocidades calculadas.

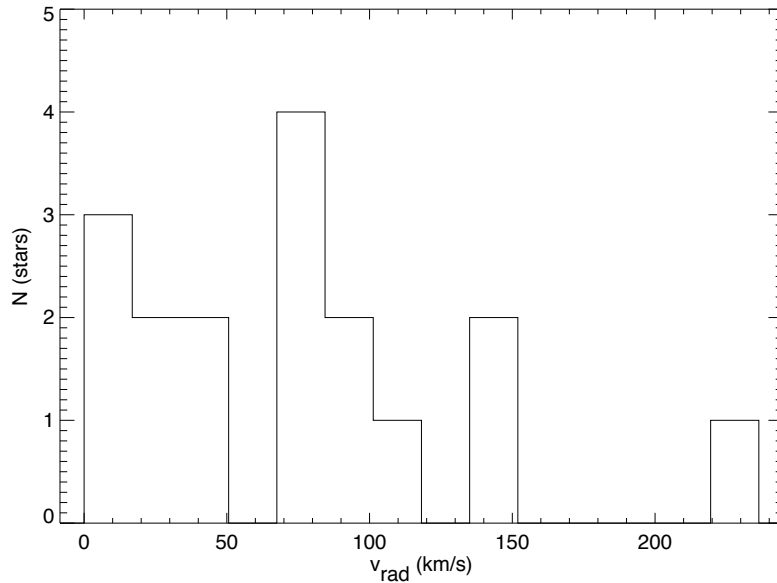


Figura 5.18: Distribuição das velocidades radiais das estrelas de ESO 442SC04, observadas com o GMOS.

Dois grupos de estrelas podem ser distinguidos: um apresentando velocidades entre 0-50 km/s e outro com velocidades entre 60-120 km/s. Algumas estrelas, com velocidades superiores a 120 km/s, parecem não estar relacionadas a nenhum destes dois grupos.

Parâmetros estelares

A determinação dos parâmetros físicos de cada espectro de ciência foi realizado por meio de sua correlação-cruzada com os espectros da biblioteca espectral ELODIE. Os espectros mais similares foram selecionados por meio do pico da função de correlação (TDR) e uma média de seus parâmetros estelares utilizada para a determinação dos parâmetros do espectro de ciência, conforme descrito na Seção 2.3. Como as observações com o GMOS não foram realizadas no ângulo paralático, os espectros foram normalizados ao contínuo antes da aplicação da correlação-cruzada.

O método foi empregado para se determinar o tipo espectral, a gravidade superficial e a metalicidade dos espectros de ciência. Os tipos espectrais e

classes de luminosidade foram convertidos para magnitudes absolutas M_V seguindo as tabelas de Schmidt-Kaler (1982) e o módulo de distância determinado, para cada espectro, a partir de sua magnitude aparente na banda V (SOAR). Os parâmetros são exibidos na Tabela 5.3, juntamente com o identificador da estrela, suas coordenadas celestes, a razão S/N de seu espectro e os movimentos próprios extraídos do catálogo UCAC3. A Fig. 5.19 mostra os três melhores espectros encontrados pela correlação para dois dos espectros de ciência. Os tipos espectrais e parâmetro TDR de correlação são exibidos para cada espectro da biblioteca.

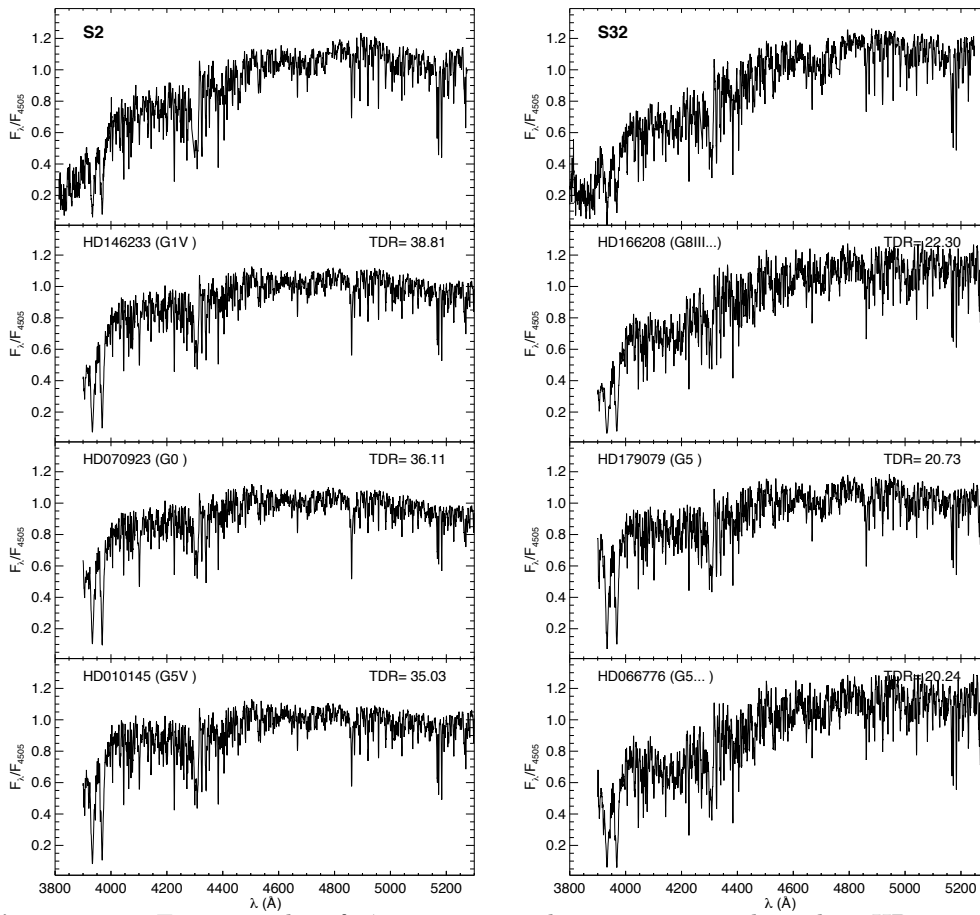


Figura 5.19: Espectros de referência mais similares para a estrela padrão HD 111433 e para os espectros de ciência S02 e S32. O nome dos objetos de referência e o valor do parâmetro TDR também são exibidos

Tabela 5.3: Parâmetros estelares dos objetos observados espectroscopicamente

ID	α_{2000} (h:m:s)	δ_{2000} ($^{\circ}$: ' : ")	S/N	V_t (km/s)	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ (mas/yr)	μ_{δ} (mas/yr)	ST	M_V (SK)	$V - M_V$	T_{eff} (10^3 K)	$\log g$	$[Fe/H]$
S2	12:34:05,92	-29:21:58,6	15	75,8 \pm 7,2	-18,7 \pm 2,7	-6,4 \pm 2,7	G5V	5,1	10,80	5,68 \pm 0,12	4,20 \pm 0,21	-0,01 \pm 0,09
S6	12:34:05,50	-29:22:43,9	40	9,5 \pm 5,2	-18,3 \pm 1,3	4,0 \pm 1,3	F5V	3,5	9,70	6,35 \pm 0,35	4,24 \pm 0,12	-0,59 \pm 0,27
S9	12:34:06,12	-29:23:56,2	20	25,1 \pm 4,7	-1,1 \pm 1,5	-4,7 \pm 1,5	F5V	3,5	10,65	6,31 \pm 0,42	4,24 \pm 0,08	-0,52 \pm 0,29
S10	12:34:03,80	-29:24:03,0	10	94 \pm 10	-	-	K2V	6,4	12,78	5,21 \pm 0,06	4,48 \pm 0,10	-0,03 \pm 0,14
S12	12:34:13,60	-29:23:13,5	20	227 \pm 13	-	-	G0	-	-	5,38 \pm 0,42	3,14 \pm 0,88	-1,60 \pm 0,66
S14	12:34:09,41	-29:23:37,6	25	110 \pm 11	-	-	G0	-	-	5,67 \pm 0,32	3,75 \pm 0,72	-1,79 \pm 0,57
S15	12:33:59,81	-29:23:27,0	30	78,5 \pm 7,5	-3,9 \pm 2,7	-4,2 \pm 2,5	G5V	5,1	10,64	5,61 \pm 0,12	4,33 \pm 0,11	0,02 \pm 0,08
S19	12:34:11,05	-29:25:00,8	50	68,0 \pm 8,2	-4,1 \pm 1,3	0,9 \pm 1,2	F3V	3,6	9,47	6,83 \pm 0,26	4,28 \pm 0,08	-0,41 \pm 0,29
S20	12:34:05,05	-29:24:41,0	25	74,4 \pm 6,9	0,6 \pm 1,5	-10,5 \pm 2,1	G2V	4,7	9,10	5,74 \pm 0,06	4,17 \pm 0,18	0,03 \pm 0,13
S21	12:34:06,34	-29:24:48,3	30	31,3 \pm 5,6	6,2 \pm 1,3	-17,5 \pm 1,3	F7IV	2,8	10,62	5,91 \pm 0,46	3,89 \pm 0,75	-0,99 \pm 0,81
S23	12:34:01,85	-29:25:15,7	35	95,5 \pm 8,5	-	-	G0V	4,4	12,89	5,77 \pm 0,26	3,99 \pm 0,56	-0,92 \pm 0,67
S25	12:34:07,94	-29:25:31,8	6	146 \pm 17	-	-	F2IV	2,4	17,36	6,48 \pm 0,44	4,14 \pm 0,19	-0,19 \pm 0,16
S28	12:34:03,43	-29:26:01,5	30	15,0 \pm 5,4	-0,6 \pm 1,1	-9,3 \pm 1,2	F8V	4,0	8,84	6,01 \pm 0,31	4,19 \pm 0,19	-0,57 \pm 0,26
S29	12:34:08,36	-29:26:07,8	22	10,7 \pm 7,1	-8,7 \pm 1,4	-9,2 \pm 1,4	G8III	0,8	12,84	4,88 \pm 0,09	2,76 \pm 0,16	-0,03 \pm 0,15
S30	12:34:05,60	-29:25:53,7	12	40,0 \pm 6,6	-7,0 \pm 2,9	-8,2 \pm 3,5	G0III	1,0	14,93	5,72 \pm 0,07	4,07 \pm 0,18	0,16 \pm 0,07
S32	12:34:06,85	-29:26:36,9	10	47,0 \pm 6,7	-	-	G8III	0,8	15,76	5,01 \pm 0,21	2,76 \pm 0,42	-0,03 \pm 0,13
S33	12:33:57,56	-29:26:55,9	12	142 \pm 13	-19,8 \pm 1,1	-9,2 \pm 1,1	G8V	5,5	-	5,63 \pm 0,12	4,31 \pm 0,18	-0,01 \pm 0,06

5.2.6 Análise conjunta

Realizamos a identificação cruzada das estrelas observadas espectroscopicamente com os dados fotométricos extraídos do catálogo 2MASS e coletados com o SOI/SOAR (ver Seção 4.2), para uma análise mais detalhada do alvo. A Tabela 5.4 reúne a fotometria das estrelas com espectro observado.

Na Fig. 5.20 a temperatura efetiva determinada para os espectros e seus índices de cor ($J-K_s$) e ($B-V$) são comparados com a posição de uma isócrona de metalicidade solar de $\log t = 9,4$ (Marigo et al., 2008; Bonatto et al., 2004) e com calibrações de temperatura e cor de González Hernández & Bonifacio (2009). Os índices de cor dos modelos foram avermelhados por $E(B-V) = 0,09$ (ver Seção 5.2.3). As calibrações são apresentadas para estrelas anãs e gigantes de metalicidade solar e $[Fe/H] = -2,0$, indicando que alterações na metalicidade das estrelas não afetam o comportamento da temperatura com o índice $J-K_s$, mas são significativos para o índice $B-V$. A isócrona concorda com as trilhas definidas pelas calibrações e, exceto pela estrela 32, todos os objetos com velocidades radiais inferiores a 50 km/s (círculos) também apresentam cores e temperaturas de acordo com os modelos. A similaridade entre o espectro desta estrela e os espectros da biblioteca usados para determinar seus parâmetros (Fig. 5.19) sugere que o resultado do método é confiável e que possivelmente a fotometria J e/ou K_s desta estrela pode não ser precisa.

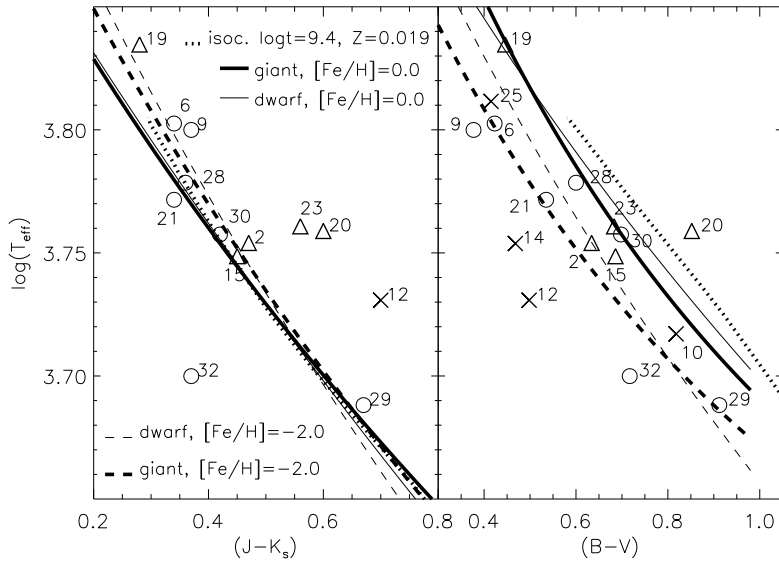


Figura 5.20: Relação entre a temperatura efetiva e as cores $J-K_s$ e $B-V$ das estrelas estudadas, identificadas como na Fig. 5.21. Calibrações de temperatura vs. cor e a MS de uma isócrona são superpostos.

Tabela 5.4: Fotometria dos objetos observados espectroscopicamente.

ID	α_{2000} (h:m:s)	δ_{2000} ($^{\circ}$: ' : ")	U	B	V	R	I	J	H	K
S2	12:34:05,92	-29:21:58,6	16,930 \pm 0,008	16,535 \pm 0,002	15,901 \pm 0,002	15,432 \pm 0,001	14,955 \pm 0,001	14,36 \pm 0,03	13,92 \pm 0,04	13,89 \pm 0,06
S6	12:34:05,50	-29:22:43,9	13,616 \pm 0,001	13,628 \pm 0,001	13,205 \pm 0,001	12,938 \pm 0,001	12,581 \pm 0,001	12,25 \pm 0,03	11,97 \pm 0,02	11,91 \pm 0,02
S9	12:34:06,12	-29:23:56,2	14,719 \pm 0,002	14,527 \pm 0,001	14,150 \pm 0,001	13,787 \pm 0,001	13,454 \pm 0,001	13,00 \pm 0,03	12,72 \pm 0,02	12,63 \pm 0,03
S10	12:34:03,80	-29:24:03,0	20,730 \pm 0,101	19,997 \pm 0,013	19,179 \pm 0,007	18,666 \pm 0,007	18,138 \pm 0,008	-	-	-
S12	12:34:13,60	-29:23:13,5	17,866 \pm 0,014	17,869 \pm 0,004	17,371 \pm 0,003	16,986 \pm 0,003	16,531 \pm 0,003	15,85 \pm 0,09	15,49 \pm 0,13	15,15 \pm 0,14
S14	12:34:09,41	-29:23:37,6	18,043 \pm 0,015	17,992 \pm 0,004	17,524 \pm 0,003	17,135 \pm 0,003	16,774 \pm 0,004	16,38 \pm 0,12	15,74 \pm 0,14	-
S15	12:33:59,81	-29:23:27,0	16,638 \pm 0,006	16,430 \pm 0,002	15,744 \pm 0,001	15,283 \pm 0,001	14,882 \pm 0,001	14,29 \pm 0,04	13,91 \pm 0,04	13,84 \pm 0,05
S19	12:34:11,05	-29:25:00,8	13,513 \pm 0,001	13,513 \pm 0,001	13,067 \pm 0,001	12,791 \pm 0,001	12,461 \pm 0,001	12,11 \pm 0,03	11,85 \pm 0,02	11,83 \pm 0,02
S20	12:34:05,05	-29:24:41,0	15,388 \pm 0,003	14,655 \pm 0,001	13,803 \pm 0,001	13,274 \pm 0,001	12,765 \pm 0,001	12,04 \pm 0,03	11,54 \pm 0,03	11,44 \pm 0,02
S21	12:34:06,34	-29:24:48,3	14,030 \pm 0,002	13,958 \pm 0,001	13,423 \pm 0,001	13,076 \pm 0,001	12,666 \pm 0,001	12,19 \pm 0,03	11,91 \pm 0,02	11,85 \pm 0,02
S23	12:34:01,85	-29:25:15,7	18,186 \pm 0,016	17,977 \pm 0,004	17,294 \pm 0,003	16,831 \pm 0,002	16,407 \pm 0,003	15,77 \pm 0,07	15,27 \pm 0,11	15,21 \pm 0,15
S25	12:34:07,94	-29:25:31,8	20,395 \pm 0,079	20,171 \pm 0,015	19,756 \pm 0,010	19,414 \pm 0,011	19,058 \pm 0,013	-	-	-
S28	12:34:03,43	-29:26:01,5	13,662 \pm 0,001	13,435 \pm 0,001	12,835 \pm 0,001	12,524 \pm 0,001	12,113 \pm 0,001	11,71 \pm 0,03	11,39 \pm 0,02	11,35 \pm 0,02
S29	12:34:08,36	-29:26:07,8	15,627 \pm 0,004	14,552 \pm 0,001	13,640 \pm 0,001	13,066 \pm 0,001	12,520 \pm 0,001	11,73 \pm 0,03	11,16 \pm 0,02	11,06 \pm 0,02
S30	12:34:05,60	-29:25:53,7	17,254 \pm 0,010	16,626 \pm 0,002	15,928 \pm 0,002	15,450 \pm 0,001	15,023 \pm 0,002	14,52 \pm 0,03	14,14 \pm 0,05	14,10 \pm 0,06
S32	12:34:06,85	-29:26:36,9	17,870 \pm 0,013	17,275 \pm 0,003	16,558 \pm 0,002	16,161 \pm 0,002	15,724 \pm 0,002	15,13 \pm 0,04	14,55 \pm 0,06	14,76 \pm 0,11

Dados 2MASS

Unindo as informações obtidas a partir da espectroscopia, com os dados fotométricos no infravermelho próximo, construímos uma carta celeste e um CMD para as estrelas com espectros, exibidos na Fig. 5.21. As estrelas nestes diagramas foram anotadas segundo seu identificador, com símbolos representando os intervalos de velocidades radiais observados anteriormente (ver Fig. 5.18). A distribuição destas estrelas nos diagramas sugere que elas seguem uma sequência evolutiva.

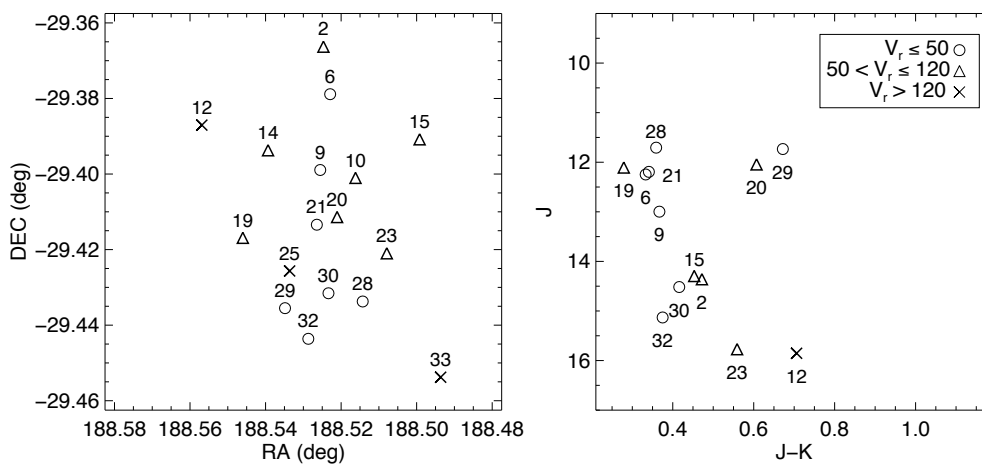


Figura 5.21: Carta celeste e CMD 2MASS das estrelas com espectro observado, anotadas segundo seu identificador e com símbolos indicando suas velocidades radiais.

Adicionalmente, todas as estrelas dentro de uma área de $5,5' \times 5,5'$, correspondente ao campo de visão observado com o GMOS, foram utilizadas para construção de um CMD e de um TCD nas bandas 2MASS, exibidos na Fig. 5.22. As estrelas foram identificadas com símbolos indicando suas velocidades radiais (ver Fig. 5.21). Uma isócrona de metalicidade solar de 2,5 G anos e sua correspondente para uma população composta exclusivamente por binárias com componentes de mesma massa foram superpostas ao CMD. O TCD exhibe a sequência principal desta isócrona, para $E(B-V) = 0$ e $E(B-V) = 0,09$.

De fato, as estrelas pertencentes a ambos os grupos de velocidade radial definidos parecem seguir a isócrona de 2,5 G anos. O espalhamento das estrelas em torno desta isócrona é consistente com uma população de binárias não resolvidas na região do alvo.

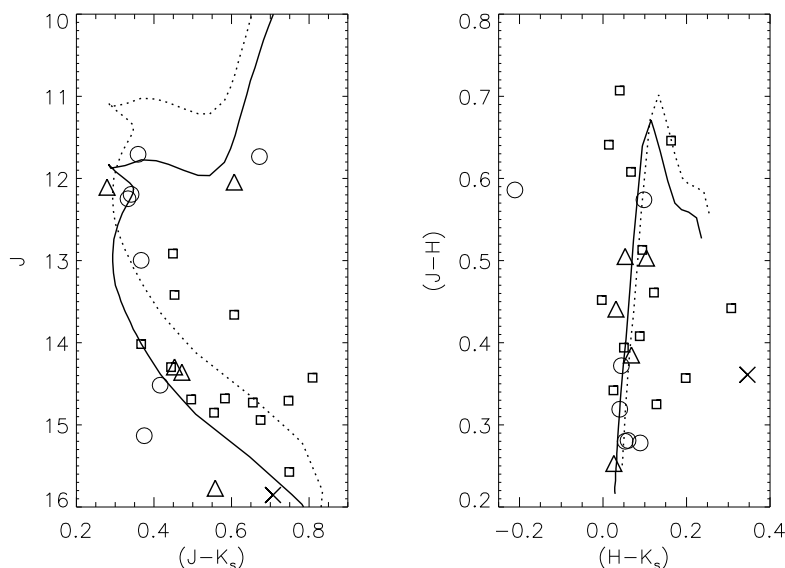


Figura 5.22: CMD e TCD de ESO 442SC04 na região observada pelo GMOS. Quadrados representam estrelas sem espectro e outros símbolos como na Fig. 5.21. Isócronas de 2,5 G anos corrigidas por $(m-M)_0 = 10,5$ também são exibidas, comparadas à sequência de binárias não resolvidas (linha pontilhada à esquerda) e à MS avermelhada por $E(B-V) = 0,09$ (linha pontilhada à direita).

Dados SOI/SOAR

Similarmente ao realizado para os dados 2MASS, a Fig. 5.23 identifica as estrelas com espectros observados nos diagramas descontaminados nas bandas ópticas $I \times (V-I)$ e $U \times (U-B)$, segundo suas velocidades radiais. Apesar de exibidas em ambos os CMDs para a inspeção de suas cores, as estrelas 2, 12, 14, 23, 25, 30 e 32 foram removidas do CMD do alvo pelo método de descontaminação. Isócronas de metalicidade solar de 2,5 G anos e sua correspondente para binárias não resolvidas estão superpostas aos diagramas.

A sequência principal de idade zero (ZAMS) e as sequências de gigantes/supergigantes de Schmidt-Kaler (1982) foram avermelhadas segundo as relações de extinção de Rieke & Lebofsky (1985) e comparadas à fotometria SOAR no TCD clássico $(U-B) \times (B-V)$, exibido na Fig. 5.24.

Apesar do excesso de cor estimado a partir dos mapas de HI/poeira ($E(B-V) = 0,09$) ser sensível à coluna de densidade integrada e ser geralmente adotado como um limite superior para o avermelhamento interestelar, as estrelas mais azuis ($(U-B) < 0,4$) no TCD estão de acordo com este valor. A latitude relativamente elevada de ESO 442SC04 faz com que ele evite a maior parte da poeira e gás do disco fino; desta forma esta estimativa de avermelhamento parece bem definida.

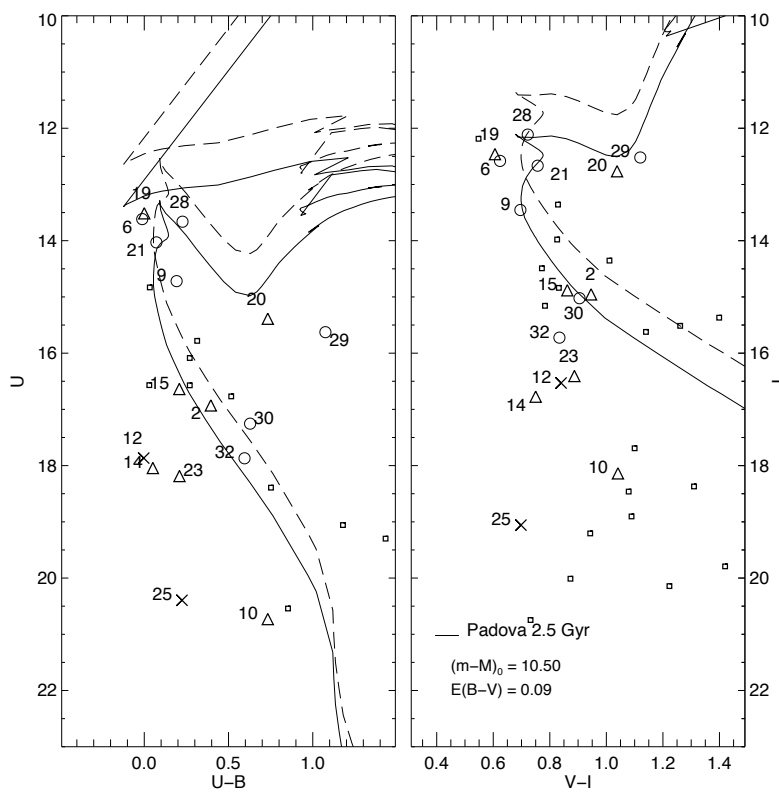


Figura 5.23: CMDs de ESO 442SC04, na região observada pelo GMOS, segundo a amostra óptica descontaminada. Os símbolos são como na Fig. 5.22. Uma isócrona de metalicidade solar de 2,5 Ganos e sua correspondente para binárias não resolvidas também são exibidas.

As estrelas mais vermelhas ($(U-B) > 0,4$), entretanto, não são compatíveis com o avermelhamento adotado e podem caracterizar uma população estelar distinta daquela formada pelas estrelas azuis, o que é atribuído a uma combinação de desvios na distância, metalicidade e avermelhamento. A comparação entre a distribuição das cores $(B-V)$ destas estrelas e o diagrama $\log T_{eff}$ vs. $(B-V)$, apresentado na Fig. 5.20, sugere que a metalicidade tem um papel importante neste efeito. Uma diferença de 0,15 mag pode ser detectada entre os modelos com $[Fe/H] = 0$ e $[Fe/H] = -2$ para $\log T_{eff} = 3,72$. Então, a discrepância na posição das estrelas mais vermelhas em relação às sequências de metalicidade solar no TCD poderia ser explicada, em parte, se estas estrelas apresentassem baixos valores de metalicidade.

Um critério bem estabelecido para avaliar a pertinência a um grupo estelar envolve examinar a proximidade das estrelas às sequências evolutivas esperadas em ambos CMD e TCD, simultaneamente (Clariá & Lapasset, 1986). Visando utilizá-lo, separamos os dados mostrados na Fig. 5.24, jun-

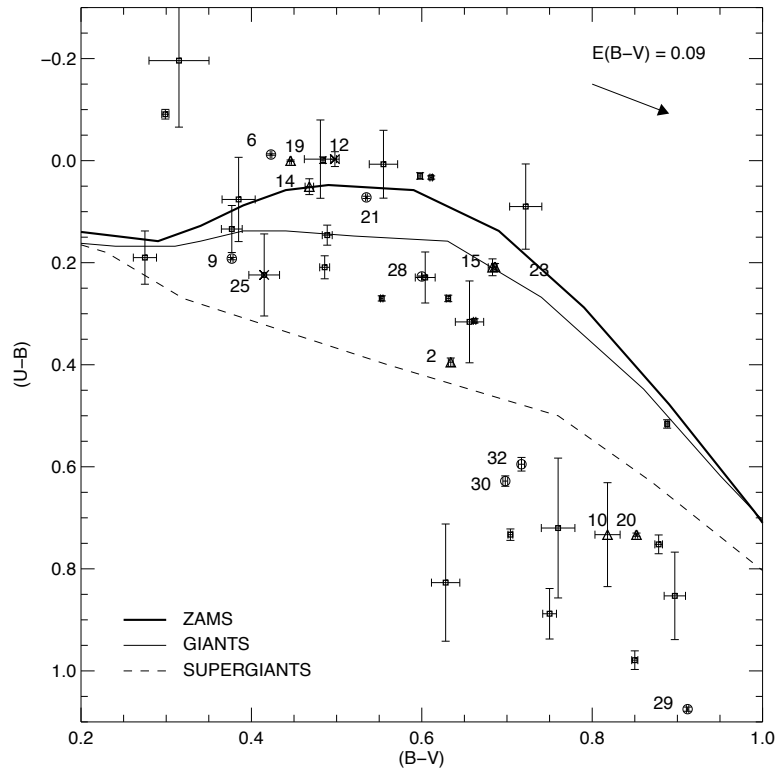


Figura 5.24: Diagrama cor-cor exibindo o excesso de cor adotado e o vetor de avermelhamento. A ZAMS e as isócronas de gigantes/supergigantes também são exibidas. Símbolos como na Fig. 5.12.

tamente com os dados da amostra de campo ($10'$ ao sul), em dois grupos de cor, divididos em $(U-B) = 0,4$. Estes dados estão reexibidos em CMDs na Fig. 5.25.

Segundo o critério de pertinência de Clariá & Lapasset (1986), estes dois grupos provavelmente não pertencem a uma única população estelar, já que eles não podem ser representados pela relação esperada no TCD, mesmo quando estrelas gigantes e supergigantes são consideradas. A posição discrepante das estrelas mais vermelhas que $(U-B) = 0,4$ no TCD, não pode ser atribuída à extinção diferencial, já que o vetor de avermelhamento corre paralelamente às sequências e a extinção é baixa na direção do alvo. Adicionalmente, como apenas um pequeno espalhamento em metalicidade seria admissível para que as estrelas pertencessem ao mesmo grupo, não há maneira de acomodar ambos os grupos sobre as sequências evolutivas esperadas para o alvo.

A amostra espectral contém a maior parte das estrelas brilhantes na região central do alvo. Conforme já verificado nos diagramas descontamina-

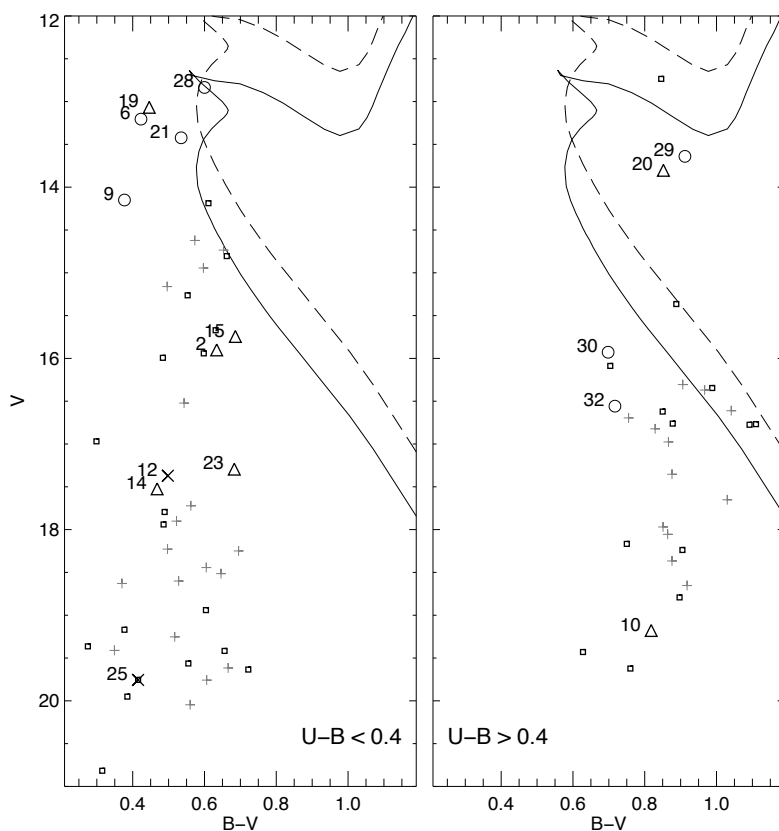


Figura 5.25: CMDs separando as estrelas azuis e vermelhas do alvo. Cruzes cinzas representam estrelas da amostra de campo. Demais símbolos e linhas como na Fig. 5.23.

dos (Fig. 5.14), estas estrelas apresentam um bom ajuste à isócrona adotada, mesmo quando apenas um dos subgrupos de velocidade radial é considerado, enquanto as estrelas mais fracas ($V > 18$) não. Entretanto, as Figs. 5.24 e 5.25 indicam que mesmo as estrelas dentro deste grupo mais brilhante, causadoras da sobredensidade do alvo sobre o campo, possuem origens distintas. Particularmente, as evidências apontam que as estrelas mais vermelhas 20 e 29, provendo o vínculo mais forte ao ajuste de isócrona realizado, não estão relacionadas às estrelas mais azuis 6, 19, 21 e 28, definindo o *turn-off* (ver Figs. 5.21 e 5.22)

Cinemática

A velocidade radial média, computada para os 17 espectros é $\langle V_r \rangle = 76 \pm 58$ km/s. Restringindo esta amostra às estrelas mais brilhantes (6, 9, 19, 20, 21, 28 e 29) resulta em $\langle V_r \rangle = 33 \pm 27$ km/s, que ainda apresenta uma dispersão elevada, inconsistente com o movimento coeso de um grupo. Simi-

larmente, os movimentos próprios médios proveniente do catálogo UCAC3, computado para as 11 estrelas em comum com a amostra espectroscópica, são $\langle \mu_\alpha \cos \delta \rangle = -6,9 \pm 8,7$ mas/ano e $\langle \mu_\delta \rangle = -6,8 \pm 5,8$ mas/ano. Levando-se em conta apenas as estrelas mais brilhantes, $\langle \mu_\alpha \cos \delta \rangle = -3,7 \pm 7,9$ mas/ano e $\langle \mu_\delta \rangle = -6,6 \pm 7,3$ mas/ano, apresentando desvios incompatíveis para uma população estelar ligada gravitacionalmente.

As velocidades radiais e movimentos próprios das estrelas individuais são apresentadas na Fig. 5.26. A distribuição espacial das estrelas com movimentos próprios e velocidades radiais são exibidos na Fig. 5.27, discriminados em dois grupos de velocidades (Fig. 5.21). Apesar de um pequeno subgrupo formado pelas estrelas 9, 28, 29 e 30 aparentarem exibir um movimento coordenado, os valores de suas metalicidades e módulos de distância individuais são dispersos (ver Tabela 5.3), rechaçando uma possível origem comum para estas estrelas.

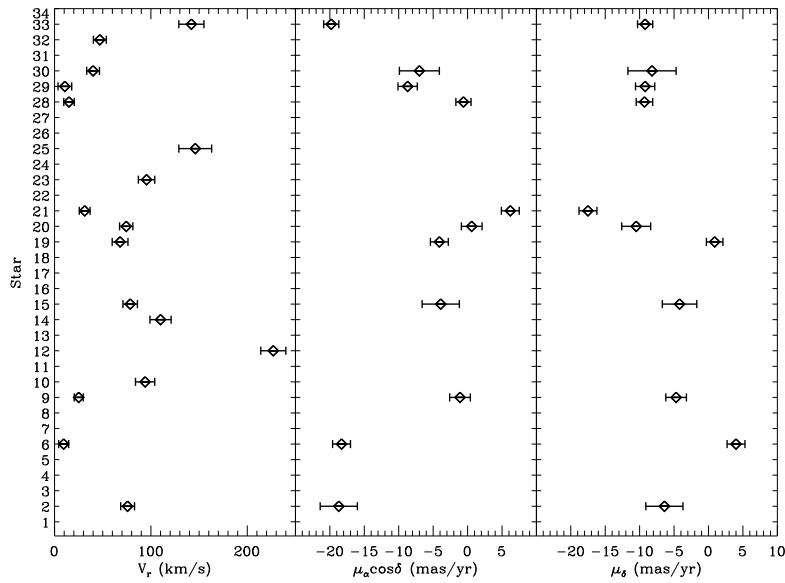


Figura 5.26: Velocidades radiais e movimentos próprios individuais das estrelas observadas pelo GMOS, identificadas por seus números. As barras de erro correspondem à dispersão de $1-\sigma$.

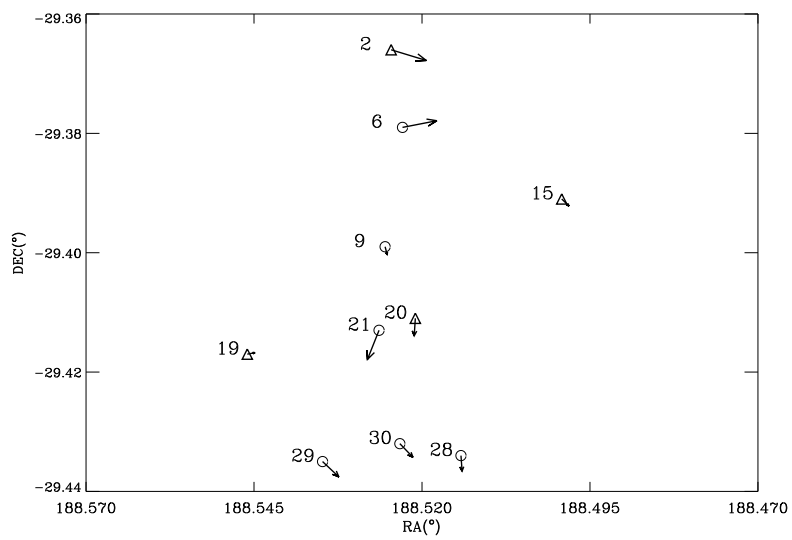


Figura 5.27: Distribuição espacial da amostra com movimentos próprios e velocidades radiais. A direção e tamanho das setas indicam o movimento das estrelas no plano do céu, segundo seu movimento próprio. Os símbolos indicam intervalos de velocidade radial.

Capítulo 6

Discussão

Neste capítulo apresentamos uma discussão sobre os resultados obtidos para os objetos estudados NGC 1981 e ESO 442SC04 e suas implicações no entendimento da natureza física dos alvos, e da sua evolução dinâmica. Adicionalmente, discutimos a validação da principal ferramenta de análise desenvolvida: o método de descontaminação fotométrica, considerando suas aplicações e limitações.

6.1 NGC 1981

Investigamos o objeto estelar NGC 1981, um aglomerado aberto jovem situado no cinturão de Gould próximo ao aglomerado da nebulosa de Órion que contém uma pequena população de estrelas massivas de tipo espectral B. Empregamos dados no infravermelho próximo do catálogo 2MASS para calcular o centro deste aglomerado nas coordenadas $\alpha = 5^h 35^m 08^s$, $\delta = -04^\circ 20' 35''$, e subsequentemente derivar seus parâmetros estruturais a partir de ajustes da função de King sobre o perfil de densidade radial obtendo um raio do núcleo $R_c = 0,09 \pm 0,04$ pc e densidade central $\sigma_0 = (2 \pm 1) \times 10^2$ estrelas/pc². Um raio limite de $R_{lim} = 1,21 \pm 0,11$ pc também foi determinado para o alvo a partir de seu RDP.

A aplicação do método de descontaminação desenvolvido sobre os dados 2MASS revelou que além da população brilhante de estrelas tipo B, NGC 1981 ainda possui uma rica população de estrelas na pré-sequência principal. Utilizando dados ópticos nas bandas *BVRI*, juntamente com dados

2MASS, realizamos ajustes de isócronas sobre os dados descontaminados e determinamos valores médios para o avermelhamento $E(B-V) = 0,07 \pm 0,03$, módulo de distância $(m-M)_0 = 7,9 \pm 0,1$ ($d = 380 \pm 17$ pc) e idade 5 ± 1 Manos.

Ao comparar nossa amostra descontaminada fotometricamente com movimentos próprios do catálogo UCAC3, mostramos que as estrelas selecionadas como membros de fato apresentam uma distribuição de movimentos próprios distinta daquelas classificadas como pertencentes ao campo (Fig. 2.15). A dispersão dos movimentos próprios da população de membros também foi utilizada para inferir o tempo de cruzamento $t_{cross} = 0,10$ Manos e o tempo de relaxação do alvo $t_{relax} = 0,42$ Manos.

Quando comparados à idade do aglomerado, estes tempos mostram que as estrelas do aglomerado tiveram tempo de realizar várias órbitas em torno do poço de potencial do alvo e interagir mutuamente formando binárias e/ou sistemas múltiplos compostos por estrelas massivas. Estes sistemas tendem a migrar para a região central do aglomerado, levando à ejeção da população de baixa massa para suas regiões mais externas.

Derivamos funções de massa para as estrelas na região central do aglomerado (dentro de $5,5'$) e para sua região externa (entre $5,5'$ e $11'$) e calculamos a massa total dentro destas regiões: $m = 30 \pm 6 M_{\odot}$ e $m = 107 \pm 13 M_{\odot}$, respectivamente. O ajuste de lei de potências para estrelas com até $2 M_{\odot}$ revelou inclinações de $\chi = 0,65 \pm 0,08$ para região interna e $\chi = -0,44 \pm 0,03$ para região externa, indicando uma depleção de estrelas de baixa massa na região externa relativa à região interna. Segregação de massa causada pela evolução dinâmica pode ser responsável por este efeito, se for considerado que a distribuição inicial de massa do aglomerado segue a lei de potência de Salpeter ($\chi = 1,35$) e que o aglomerado teve tempo de evoluir dinamicamente.

NGC 1981 deve ter passado por uma fase de perda de massa nos estágios anteriores de seu processo de formação estelar, levando à estrutura dispersa observada atualmente. A energia liberada no meio interestelar por meio de supernovas e ventos estelares, causados pela evolução de suas estrelas mais massivas pode ter levado à rápida dispersão de sua nuvem primordial de gás. Esta mudança brusca no potencial gravitacional causaria um colapso das estrelas no núcleo do aglomerado e a evaporação das estrelas em sua periferia.

Como a maior parte dos aglomerados abertos, espera-se que NGC 1981 seja dispersado nos próximos milhões de anos, contribuindo com a população de campo do disco Galáctico.

6.2 ESO 442SC04

Contagens de estrelas na região de ESO 442SC04 confirmaram uma clara sobredensidade de estrelas em relação à média do campo. Este fenômeno já havia sido detectado por outros autores (Bica et al., 2001), que classificaram este objeto como um possível remanescente de aglomerado aberto. Um perfil de King foi ajustado à distribuição radial de estrelas nesta região permitindo a determinação de seu parâmetro de concentração $c = 1,2 \pm 0,2$ (Fig. 5.11). Um valor tão elevado para este parâmetro implicaria que estas estrelas formam uma estrutura com um pequeno núcleo concentrado e um halo estendido, quando comparada a aglomerados reais.

Dados extraídos do catálogo 2MASS e coletados com o telescópio SOAR foram empregados em uma análise fotométrica de ESO 442SC04, mostrando que as estrelas na região central do alvo parecem seguir uma única isócrona no CMD, enquanto as estrelas do campo não (Fig. 5.12). O método de descontaminação de estrelas de campo foi aplicado sobre estas amostras revelando que as estrelas com maior probabilidade de pertinência fotométrica localizam-se próximas ao *turn-off*, ao passo que as poucas estrelas restantes com magnitudes mais fracas, apresentaram baixa probabilidade de pertinência. Este comportamento é esperado para aglomerados velhos, já que suas estrelas de baixa massa são mais facilmente ejetadas ao longo da evolução do aglomerado, deixando um núcleo de estrelas massivas e brilhantes. A melhor isócrona ajustada aos CMDs descontaminados determina uma idade de 2,5 Ganos, quando são adotados um módulo de distância $(m-M)_0 = 10,5 \pm 0,2$ ($d = 1,3 \pm 0,1$ kpc) e um avermelhamento de $E(B-V) = 0,09 \pm 0,01$, obtido segundo mapas de HI e poeira interestelar.

Apesar do procedimento de descontaminação ter apresentado uma performance superior quando aplicado sobre os dados do SOAR, os dados descontaminados do catálogo 2MASS, por apresentarem uma maior cobertura espacial, foram utilizados em conjunto com os dados de movimento próprio para diferenciar as amostras de membros e de campo em diagramas de movimento próprio. Apesar das distribuições dos movimentos próprios em RA e DEC, assim como a distribuição de seus módulos e ângulos de posição, serem ligeiramente diferentes para as amostras de membros e de não-membros (Fig. 5.17, Tabela 5.1), testes Kolmogorov-Smirnov mostraram que estas diferenças podem ser explicadas por flutuações estatísticas da população de campo Galáctica nas imediações do alvo (Tabela 5.2). Isto indica que as estrelas do alvo e do campo Galáctico são dificilmente distinguíveis por meio de movimento próprio exclusivamente, dados os problemas estatísticos oriundos da escassez de dados.

Uma interpretação destes resultados, conforme mencionado em Carraro

et al. (2005), é que existe uma única população presente no CMD e no VPD, e dessa forma, sua separação em dois grupos gera duas subpopulações muito similares. Outra interpretação deste comportamento seria de que, além de serem similares no CMD, estas duas populações poderiam também apresentar uma grande similaridade no espaço de movimentos próprios. Esta interpretação estaria condizente com a hipótese de que o objeto é um aglomerado em dissolução, já que sucessivas interações com agentes externos poderia uniformizar o movimento de suas estrelas com o movimento médio do campo local.

Velocidades radiais derivadas de espectros GMOS mostraram que as estrelas na região interna de ESO 442SC04 podem ser divididas em dois grupos (Fig. 5.18). O grupo de maior velocidade radial se apresenta mais disperso no plano do céu, configurando também sequências menos definidas no CMD, em relação ao grupo de menor velocidade radial (Fig. 5.21). Se ambos os grupos fizessem parte de um aglomerado velho em dissolução, então esperaríamos encontrar suas estrelas mais massivas e de menor velocidade, na região do *turn-off*, uma vez que suas estrelas de menor massa já teriam migrado para regiões externas ou sido ejetadas do aglomerado. Este possível cenário parece estar representado na Fig. 5.21, com as estrelas de menor velocidade distribuídas ao longo de um estrutura alongada.

A identificação cruzada dos espectros GMOS com os dados fotométricos (2MASS/SOAR) confirma que as estrelas de ambos os grupos de velocidade parecem seguir a isócrona de 2,5 G anos e que o espalhamento das estrelas em torno dela é consistente com uma população de binárias não resolvidas na região do alvo (Figs. 5.22, 5.23).

Porém, examinando o módulo de distância derivado para os espectros fica evidente um enorme espalhamento em suas distâncias. Levando-se em conta o avermelhamento adotado de $E(B-V) = 0,09$ e restringindo-se a amostra às estrelas mais brilhantes (ID 6, 9, 19, 20, 21, 28, 29) para as quais um elevado valor de probabilidade de pertinência foi atribuído, as distâncias calculadas ficam entre 0,58 – 3,2 kpc.

Além disso, a posição das estrelas no diagrama $(U-B) \times (B-V)$ não pode ser conciliada com a distribuição esperada de uma população estelar de uma única geração (Fig. 5.24). Duas populações distintas podem ser inferidas, com uma separação em $(U-B) = 0,4$. A população mais vermelha não se ajusta às sequências evolutivas seguidas pela população azul, sendo portanto dissimilar a ela (Fig. 5.25). Isto implica que as estrelas 20 e 29, localizadas na base do ramo de gigantes da isócrona de 2,5 G anos, não estão fisicamente conectadas às estrelas localizadas no *turn-off* (ID 6, 9, 19, 21, 28), tornando a determinação de idade via isócrona sem sentido.

Finalmente, a cinemática do grupo estelar não apresenta um movimento

coerente (Fig. 5.27). As dispersões encontradas para as velocidades radiais e movimentos próprios são demasiadamente elevados para caracterizar um grupo coeso, mesmo quando apenas as estrelas mais brilhantes são consideradas.

Apesar de todos os argumentos apresentados favorecendo a classificação de ESO 442SC04 como um remanescente de aglomerado aberto, evidências mais fortes indicam o contrário. A heterogeneidade das distâncias, cinemática e dos parâmetros estelares calculados de suas estrelas, quando comparados aos valores apresentados por aglomerados abertos típicos, apontam fortemente que ESO 442SC04 não constitui um sistema físico coeso.

6.3 Descontaminação fotométrica

Desenvolvemos um método fotométrico de descontaminação de estrelas de campo baseado no procedimento apresentado por Bonatto & Bica (2007). Este procedimento remove estatisticamente a população de campo misturada ao CMD da região de um aglomerado usando um campo de controle próximo ao alvo para amostrar a população intrusa. Modificamos o método para incluir, como vínculo adicional, a posição relativa das estrelas em relação ao centro do aglomerado. Adicionalmente, definimos um valor de probabilidade de pertinência ao alvo para cada estrela da amostra.

Testado para os aglomerados NGC 188 e NGC 6231, ambos contendo indicadores independentes de sua população de membros (movimentos próprios/raios-X), o método apresentou uma região convergente em seu espaço de parâmetros onde a população de membros e de campo determinadas fotometricamente se assemelha à separação destas populações realizada segundo os indicadores independentes. Adicionalmente, uma população estelar simples simulada com parâmetros físicos semelhantes ao aglomerado M11 e uma população uniforme de campo também foram submetidas ao processo de descontaminação, levando a resultados semelhantes aos encontrados para os dois aglomerados reais.

As populações de membros/campo determinadas fotometricamente para os aglomerados reais apresentaram uma semelhança maior com as amostras independentes quando o parâmetro de corte segundo a probabilidade de pertinência assume valores entre 0,10 – 0,40 (Fig. 3.5), e atinge um máximo quando este parâmetro vale 0,30. Para a população estelar simulada estes parâmetros podem assumir um intervalo maior de valores, entre 0,25 – 0,75, onde a semelhança entre as populações permanece elevada (Fig. 3.10). Além disso, a fração de membros/campo comum e a diferença entre a probabilidade média destas subamostras foi superior aos valores obtidos com os aglomerados

reais. Este aumento na performance do método indica que o cenário simulado configura uma situação onde é mais fácil separar as duas populações. De fato, o número de estrelas de campo introduzidas na amostra simulada é igual ao número de estrelas membro do alvo, configurando uma contaminação de campo pouco severa. Nos aglomerados reais testados, o número de estrelas de campo presentes na região do aglomerado foi 3 vezes maior que a população de membros para NGC 188 e 8 vezes maior para NGC 6231.

Os testes revelaram que o parâmetro de corte segundo o índice de exclusão tem uma influência menor sobre a similaridade entre as amostras descontaminada e independente, quando comparada com o efeito do parâmetro de corte segundo a probabilidade fotométrica. Contudo, um valor de corte mais rigoroso segundo o índice de exclusão remove estrelas nas regiões mais densas do CMD, revelando sequências evolutivas mais bem definidas (Fig. 3.14). Portanto, faz-se necessário um critério de teste adicional para avaliar, quantitativamente, o espalhamento das estrelas em torno das sequências evolutivas esperadas do alvo e diagnosticar o impacto deste parâmetro sobre o CMD.

A existência de um intervalo de parâmetros ótimos para aplicação do método, comum aos alvos de teste empregados, indica que o método não é susceptível a variações das propriedades intrínsecas do alvo ou das propriedades do campo onde ele se encontra imerso. Entretanto, é necessária a seleção de um campo de controle com características semelhantes à população intrusa na região do aglomerado, sendo essencial para a eficiência de descontaminação do método. Esta pode ser uma tarefa difícil, especialmente para alvos embebidos ou na direção do disco Galáctico.

Testado sobre NGC 188, o método foi bem sucedido, revelando um denso *turn-off* e um pronunciado ramo de gigantes no CMD. A adoção de campos de controle mais próximos ao aglomerado revelou um ramo de gigantes menos populado, indicando que estrelas pertencentes ao aglomerado estão presentes na amostra de campo, conforme mencionado por Bonatto et al. (2005) ao investigar o campo nas imediações do alvo.

Testada sobre NGC 6231, a descontaminação foi bem sucedida na parte baixa da sequência principal revelando um possível grupo de estrelas na PMS, unindo-se à MS. Porém, uma vasta população de estrelas avermelhadas domina o CMD para $J-K_s > 2$ (Fig. 3.12). Claramente não relacionada com o aglomerado, esta população remanescente parece estar espacialmente concentrada nas imediações do alvo já que sua presença no CMD só foi mitigada ao selecionarmos campos de controle muito próximos ao raio limite do aglomerado. Entretanto, um campo selecionado próximo ao raio limite do aglomerado também inclui uma parcela evidente e significativa da sua população.

Testado sobre um aglomerado simulado com propriedades semelhantes a

M11, e usando dois diferentes campos de controle, verificamos que a seleção do campo de controle tem um impacto significativo na determinação dos parâmetros ótimos de descontaminação e conseqüentemente, no CMD descontaminado segundo estes valores. A região de campo anelar, apresentando maior similaridade com a população intrusa incluída na simulação, resultou em valores de corte ótimos consistentes com as tendências observadas nos aglomerados reais. Além disso o método apresentou uma performance ligeiramente superior neste caso, indicando que a contaminação de campo simulada foi menos severa que nos casos reais analisados.

Aplicado sobre NGC 1981 com diferentes campos de controle, o método apresentou uma eficiência de descontaminação praticamente constante de 84% com uma variação no número de estrelas membro inferior a 5%. A probabilidade de pertinência atribuída às estrelas apresentou uma variação de 6%, mas nenhuma mudança significativa pode ser percebida sobre o CMD.

A utilização destes diferentes campos de controle teve um impacto pequeno na amostra descontaminada final de estrelas, já que os campos selecionados representaram bem a população intrusa na região do aglomerado. A seleção de campos representativos, entretanto, pode ser complicada para alvos em regiões apresentando variações em extinção e/ou densidade estelar, como é o caso de NGC 6231. Os parâmetros estruturais dos alvos, juntamente com a inspeção visual da região dos alvos em bandas no infravermelho próximo/médio se mostram apropriados para selecionar campos de controle nos diversos cenários estudados.

Capítulo 7

Conclusão

Aglomerados abertos são importantes ferramentas no estudo de diversos tópicos de interesse astronômico, envolvendo desde fenômenos em escalas locais como formação e evolução estelar até eventos em escalas maiores como a evolução galáctica. Sua investigação, entretanto, é dificultada por diversos fatores ao longo de sua evolução. Particularmente, a contaminação da população de membros por estrelas de campo, presente no estudo de qualquer aglomerado aberto, pode comprometer severamente sua caracterização.

Neste sentido, desenvolvemos um método fotométrico de descontaminação de estrelas de campo que amostra a população intrusa por meio de um campo de controle, e a remove estatisticamente da amostra de estrelas na região do aglomerado. O método foi testado com os aglomerados NGC 188 e NGC 6231 e com um aglomerado simulado levando-nos aos seguintes resultados:

- a determinação da amostra de membros sofre maior influência do parâmetro de corte segundo a probabilidade de pertinência fotométrica, sendo pouco sensível ao parâmetro de corte segundo o índice de exclusão;
- estes parâmetros apresentaram uma região de convergência no espaço de parâmetros, comum aos alvos estudados, onde a população de membros e de campo selecionadas fotometricamente é mais semelhante às populações definidas segundo movimentos próprios ou raios-X;
- a eficiência do método depende, principalmente, da escolha de um

campo de controle representativo da população de campo na região do aglomerado;

- a seleção de um campo de controle apropriado pode ser realizada utilizando os parâmetros estruturais do alvo e inspecionando-se a extinção na região do alvo por meio de imagens em bandas no infravermelho próximo e médio;

Investigamos o aglomerado aberto jovem NGC 1981 visando determinar seus parâmetros físicos e estruturais. A utilização de dados fotométricos em bandas ópticas e infravermelhas e de movimentos próprios de suas estrelas, juntamente com as ferramentas de análise desenvolvidas, nos levaram aos seguintes resultados:

- a aplicação do método de descontaminação sobre o aglomerado revelou uma rica população de estrelas na pré-sequência principal, até então desconhecida;
- os parâmetros físicos determinados pelo ajuste de isócronas sobre esta população foram: $d = 380 \pm 17$ pc, $E(B-V) = 0,07 \pm 0,03$ e $t = 5 \pm 1$ M anos;
- a distribuição de massa e a cinemática das estrelas dentro do raio limite do aglomerado mostraram que o aglomerado é dinamicamente evoluído;
- a comparação das energias cinética e potencial das estrelas dentro do raio limite do alvo indicam que ele está gravitacionalmente desligado.

Realizamos uma análise detalhada do objeto ESO 442SC04, visando determinar sua natureza física. Utilizamos dados fotométricos em bandas ópticas e infravermelhas, dados de movimento próprio e espectros das estrelas na região central do alvo, obtendo os seguintes resultados:

- o perfil de densidade estelar e os diagramas cor-magnitude indicam, erroneamente, a presença de um grupo estelar similar a um remanescente de aglomerado aberto;
- a análise destes objetos, se baseada exclusivamente em movimentos próprios, pode ser duvidosa, dadas as flutuações estatísticas da população de campo Galáctica e o pequeno número de estrelas com dados cinemáticos;

- a elevada dispersão dos parâmetros estelares e da cinemática das estrelas, e discrepância entre as cores da população brilhante no diagrama cor-cor indicam que o alvo não constitui um sistema físico.

A análise de NGC 1981 revelou que seus parâmetros físicos são compatíveis com a população estelar jovem presente no Complexo da Nebulosa de Órion, segundo o cenário proposto por Bally (2008). A evolução de suas estrelas massivas pode não só ter expulsado o gás e poeira restantes do aglomerado, levando a sua dissolução, como também ter disparado o processo de formação estelar na Nebulosa de Órion, cerca de 2 M anos atrás. Além disso, a associação deste aglomerado ao cinturão de Gould proposta por Elias et al. (2009), pode estar equivocada, uma vez que foi baseada na suposição de que o aglomerado encontra-se ligado e na determinação prévia de sua idade (30 M anos; Kharchenko et al., 2005).

Devido a sua própria natureza, os remanescentes de aglomerados abertos são muito difíceis de se diferenciar do campo Galáctico, e apesar de serem o destino final da maior parte dos aglomerados abertos, o número conhecido destes objetos é pequeno (Pavani et al., 2011). Ao investigar o candidato ESO 442SC04, constatamos tratar-se de um asterismo. Atestamos porém que a análise destes objetos pode ser enganosa, quando baseada apenas na cinemática ou fotometria destes alvos. O cruzamento das análises baseadas em tipos de dados diversos deve ser auto-consistente e o espalhamento dos parâmetros estelares, fotométricos e/ou cinemáticos pequeno, para que o alvo seja considerado um aglomerado real.

Concluimos que o desenvolvimento das ferramentas e da metodologia empregadas para investigar aglomerados abertos foram de fundamental importância para uma caracterização apropriada de sua população estelar. Os resultados obtidos para os alvos estudados demonstram isso. Sua utilização permitiu determinar o estado evolutivo e estrutural de NGC 1981, e diferenciar uma estrutura espacial falsa criada por um alinhamento casual de estrelas de campo de um aglomerado real.

Consideramos que o alcance do método de descontaminação vai além da aplicação em aglomerados abertos. O estudo de sistemas estelares em geral, onde é necessário discriminar populações estelares distintas, é uma área vasta em que o método pode ser utilizado.

7.1 Perspectivas

Apesar de considerarmos que a metodologia desenvolvida é adequada e seus resultados confiáveis, entendemos que o presente estudo é apenas um

passo inicial e que as ferramentas desenvolvidas podem ser aprimoradas em diversos aspectos. Neste sentido, pretendemos:

- adotar um algoritmo de centralização mais robusto, que permita localizar mais de uma estrutura na região investigada (i.e. *centroid*, DAO-FIND);
- o uso de funções de luminosidade para estimar o número esperado de membros por intervalo de magnitude, baseado na diferença entre a função de luminosidade da região do aglomerado e do campo de controle;
- adotar uma variação do tamanho das caixas no CMD, de acordo com a variação do erro fotométrico em função da magnitude;
- usar como critério auxiliar no diagnóstico do método o espalhamento das estrelas em relação à uma isócrona no CMD, segundo os parâmetros físicos esperados ou previamente determinados para o alvo;

Além disso, os próximos objetivos científicos derivados deste trabalho incluem:

- a aplicação das ferramentas fotométricas para análise de um conjunto uniforme de dados de aglomerados das Nuvens de Magalhães;
- a aplicação da metodologia empregada na investigação de ESO 442SC04, em possíveis remanescentes de aglomerados abertos.

Referências Bibliográficas

- Alessi B. S., Moitinho A., Dias W. S., 2003, *A&A*, 410, 565
- Bally J., 2008, in Reipurth, B. ed., *ASP Monograph*, Vol. 4, *Handbook of Star Forming Regions: Volume I, The Northern Sky*. ASP Monograph Publications, p. 459
- Bastian N., Gieles M., Goodwin S. P., Tranco G., Smith L. J., Konstantopoulos I., Efremov Y., 2008, *MNRAS*, 389, 223
- Bica E., Santiago B. X., Dutra C. M., Dottori H., de Oliveira M. R., Pavani D., 2001, *A&A*, 366, 827
- Binney J., Tremaine S., 1987, *Galactic dynamics*. Princeton Univ. Press, Princeton, NJ
- Binney J., Tremaine S., 2008, *Galactic Dynamics: Second Edition*. Princeton University Press
- Bonatto C., Bica E., 2006, *A&A*, 455, 931
- Bonatto C., Bica E., 2007, *MNRAS*, 377, 1301
- Bonatto C., Bica E., 2008, *A&A*, 477, 829
- Bonatto C., Bica E., Girardi L., 2004, *A&A*, 415, 571
- Bonatto C., Bica E., Santos Jr. J. F. C., 2005, *A&A*, 433, 917
- Burstein D., Heiles C., 1982, *AJ*, 87, 1165
- Cabrera-Cano J., Alfaro E. J., 1990, *A&A*, 235, 94
- Carraro G., Chiosi C., 1994, *A&A*, 288, 751
- Carraro G., Dinescu D. I., Girard T. M., van Altena W. F., 2005, *A&A*, 433, 143

Clariá J. J., Lapasset E., 1986, AJ, 91, 326

de La Fuente Marcos R., 1998, A&A, 333, L27

Dias W. S., Alessi B. S., Moitinho A., Lépine J. R. D., 2002, A&A, 389, 871

Dias W. S., Alessi B. S., Moitinho A., Lépine J. R. D., 2010, VizieR Online Data Catalog, 1, 2022

Dias W. S., Assafin M., Flório V., Alessi B. S., Líbero V., 2006, A&A, 446, 949

Diolaiti E., Bendinelli O., Bonaccini D., Close L., Currie D., Parmeggiani G., 2000, A&AS, 147, 335

Dutra C. M., Bica E., 2001, A&A, 376, 434

Elias F., Alfaro E. J., Cabrera-Caño J., 2009, MNRAS, 397, 2

Friel E. D., 1995, ARA&A, 33, 381

Friel E. D., Janes K. A., 1993, A&A, 267, 75

Froebrich D., Scholz A., Raftery C. L., 2007, MNRAS, 374, 399

Girard T. M., Dinescu D. I., van Altena W. F., Platais I., Monet D. G., López C. E., 2004, AJ, 127, 3060

González Hernández J. I., Bonifacio P., 2009, A&A, 497, 497

Heggie D. C., 1979, MNRAS, 188, 525

Høg E., Fabricius C., Makarov V. V., Urban S., Corbin T., Wycoff G., Bastian U., Schwekendiek P., Wicenec A., 2000, A&A, 355, L27

Hook I. M., Jørgensen I., Allington-Smith J. R., Davies R. L., Metcalfe N., Murowinski R. G., Crampton D., 2004, PASP, 116, 425

Hron J., 1987, A&A, 176, 34

Janes K., Adler D., 1982, ApJS, 49, 425

Janes K. A., Phelps R. L., 1994, AJ, 108, 1773

Jaschek C., Jaschek M., 1957, PASP, 69, 337

Kharchenko N. V., Piskunov A. E., Röser S., Schilbach E., Scholz R.-D., 2005, A&A, 438, 1163

- King I., 1962, *AJ*, 67, 471
- King I. R., 1966, *AJ*, 71, 64
- Kroupa P., 2001, *MNRAS*, 322, 231
- Lada C. J., Lada E. A., 2003, *ARA&A*, 41, 57
- Landolt A. U., 1992, *AJ*, 104, 340
- Larsen S. S., 2008, in A. de Koter, L. J. Smith, & L. B. F. M. Waters ed., *Mass Loss from Stars and the Evolution of Stellar Clusters Vol. 388 of Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Observational Constraints on Cluster Evolution*. pp 279–+
- Lesh J. R., 1968, *ApJS*, 17, 371
- Lynga G., 1981, *Catalog of Open Cluster Data*, Strasbourg: Centre de Données Stellaires
- Lynga G., 1982, *A&A*, 109, 213
- Lynga G., 1987, *Catalog of Open Cluster Data*, Strasbourg: Centre de Données Stellaires, 5th ed.
- Maia F. F. S., 2007, Master's thesis, Universidade Federal de Minas Gerais, Belo Horizonte, MG
- Maia F. F. S., Corradi W. J. B., Santos Jr. J. F. C., 2010, *MNRAS*, 407, 1875
- Maia F. F. S., Piatti A. E., Santos Jr. J. F. C., Corradi W. J. B., 2011, in *First International Symposium of Science with the SOAR Telescope, Basis for a SOI Pipeline*
- Marigo P., Girardi L., Bressan A., Groenewegen M. A. T., Silva L., Granato G. L., 2008, *A&A*, 482, 883
- Mathieu R. D., 2000, in R. Pallavicini, G. Micela, & S. Sciortino ed., *Stellar Clusters and Associations: Convection, Rotation, and Dynamos Vol. 198 of Astronomical Society of the Pacific Conference Series, The WIYN Open Cluster Study*. pp 517–+
- McCrea W. H., 1964, *MNRAS*, 128, 147

- Mermilliod J.-C., 1995, in D. Egret & M. A. Albrecht ed., *Information & On-Line Data in Astronomy* Vol. 203 of *Astrophysics and Space Science Library*, The database for galactic open clusters (BDA).. pp 127–138
- Moitinho A., 2001, *A&A*, 370, 436
- Moultaka J., Ilovaisky S. A., Prugniel P., Soubiran C., 2004, *PASP*, 116, 693
- Muench A., Getman K., Hillenbrand L., Preibisch T., 2008, in Reipurth, B. ed., *ASP Monograph*, Vol. 4, *Handbook of Star Forming Regions: Volume I, The Northern Sky*. ASP Monograph Publications, p. 483
- Nordström B., Mayor M., Andersen J., Holmberg J., Pont F., Jørgensen B. R., Olsen E. H., Udry S., Mowlavi N., 2004, *A&A*, 418, 989
- Oort J. H., 1958, *Ricerche Astronomiche*, 5, 415
- Pavani D. B., Bica E., 2007, *A&A*, 468, 139
- Pavani D. B., Kerber L. O., Bica E., Maciel W. J., 2011, *MNRAS*, 412, 1611
- Perry C. L., Hill G., Christodoulou D. M., 1991, *A&AS*, 90, 195
- Piatti A. E., Clariá J. J., Ahumada A. V., 2003, *MNRAS*, 340, 1249
- Piskunov A. E., Kharchenko N. V., Röser S., Schilbach E., Scholz R.-D., 2006, *A&A*, 445, 545
- Platais I., Kozhurina-Platais V., Mathieu R. D., Girard T. M., van Altena W. F., 2003, *AJ*, 126, 2922
- Pöppel W. G. L., 2001, in T. Montmerle & P. André ed., *From Darkness to Light: Origin and Evolution of Young Stellar Clusters* Vol. 243 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, The Gould Belt System. p. 667
- Portegies Zwart S. F., McMillan S. L. W., Gieles M., 2010, *ARA&A*, 48, 431
- Portegies Zwart S. F., McMillan S. L. W., Hut P., Makino J., 2001, *MNRAS*, 321, 199
- Prugniel P., Soubiran C., 2001, *A&A*, 369, 1048
- Rieke G. H., Lebofsky M. J., 1985, *ApJ*, 288, 618
- Salpeter E. E., 1955, *ApJ*, 121, 161

- Sana H., Gosset E., Rauw G., Sung H., Vreux J.-M., 2006, *A&A*, 454, 1047
- Sánchez N., Alfaro E. J., 2009, *ApJ*, 696, 2086
- Sandage A. R., 1961, *AJ*, 66, 53
- Sanders W. L., 1971, *A&A*, 14, 226
- Santos Jr. J. F. C., Bonatto C., Bica E., 2005, *A&A*, 442, 201
- Schlegel D. J., Finkbeiner D. P., Davis M., 1998, *ApJ*, 500, 525
- Schmidt-Kaler T., 1982, in Schaifers K., Voigt H. H., eds, *New Series, Vol. 2b: Astronomy and Astrophysics/Star and Star clusters.*, Landolt Bornstein, Numerical Data and Functional Relationships in Science and Technology. Springer-Verlag, Newbak, p. 14
- Sharpless S., 1952, *ApJ*, 116, 251
- Siess L., Dufour E., Forestini M., 2000, *A&A*, 358, 593
- Skrutskie M. F., Cutri R. M., Stiening R., Weinberg M. D., Schneider S., Carpenter J. M., Beichman C., Capps R., Chester T., Elias J., +21 co-authors, 2006, *AJ*, 131, 1163
- Spitzer L., 1958, *ApJ*, 127, 17
- Terlevich E., 1987, *MNRAS*, 224, 193
- Tonry J., Davis M., 1979, *AJ*, 84, 1511
- van den Bergh S., Sher D., 1960, *Publications of the David Dunlap Observatory*, 2, 203
- van den Heuvel E. P. J., 1967, *The Observatory*, 87, 68
- Vasilevskis S., Klemola A., Preston G., 1958, *AJ*, 63, 387
- Wielen R., 1967, *Veroeffentlichungen des Astronomischen Rechen-Instituts Heidelberg*, 19, 1
- Wielen R., 1975, in A. Hayli ed., *Dynamics of the Solar Systems Vol. 69 of IAU Symposium, Dynamics of Star Clusters: Comparison of Theory with Observations and Simulations.* pp 119–131

Zacharias N., Finch C., Girard T., Hambly N., Wycoff G., Zacharias M. I., Castillo D., Corbin T., DiVittorio M., Dutta S., +20 co-authors, 2010, AJ, 139, 2184

Zacharias N., Monet D. G., Levine S. E., Urban S. E., Gaume R., Wycoff G. L., 2004, in American Astronomical Society Meeting Abstracts Vol. 36 of Bulletin of the American Astronomical Society, The Naval Observatory Merged Astrometric Dataset (NOMAD). p. 1418

Zacharias N., Urban S. E., Zacharias M. I., Wycoff G. L., Hall D. M., Monet D. G., Rafferty T. J., 2004, AJ, 127, 3043

Apêndice A

Rotinas IRAF para redução de imagens em mosaicos de CCDs

A.1 Preparação dos cabeçalhos

```
#TASK FOR HEADER UPDATING OF SOI UVRI PHOTOMETRIC IMAGES (SOAR - 2009A)

char imglst = "*.fits"

#-----

# Listing images identification header keywords
# (its probably better to print this)

#hsel (imglst/"[1]", "$I,OBJECT,OBSTYPE,FILTER1,FILPOS,AIRMASS,DIMMSEE,EXPTIME",
#"yes", > "obs_head.txt")

print (".Setting instrument files")

# Setup the instrument and subset files and change the lines as needed:
# (for example $mscred/lib/mosaic.dat) - SOI has its own instrument file

mscred
mscred.verbose = yes
mscred.bkupproo = "Backup/"
mscred.instrum = "ccd_instrument"
mscred.ampfile = "amps"
mscred.ssfile = "subsets"

print (".Removing acquisition images")

hsel (imglst/"[0]", "$I", "OBJECT ?= 'acq'", >> "tmp.list") ; list="tmp.list"
while (fscan (list,s1) != EOF) print substr(s1,1,strlen(s1)-8) >> list.acq
imdel "@list.acq" ver- ; del tmp.list ver-
```

```

print (".Listing images per subset")

# The filter position is used to record the filter name in the image headers
# (they are required to handle image subsets)

# changing 'filpos' keyword on sflat images from "2 1" to "1 5" to
# avoid confusion with filter B (observed on different dates)

hedit sflat*[0].fits filpos "1 5" add+ ver- upd+ > dev$null
ccdhedit sflat*.fits filpos "1 5" type="string"

# Looking for images observed with each filter

hsel *.fits[0] $I 'filpos == "1 5"' >> listaU
hsel *.fits[0] $I 'filpos == "2 1"' >> listaB
hsel *.fits[0] $I 'filpos == "3 1"' >> listaV
hsel *.fits[0] $I 'filpos == "4 1"' >> listaR
hsel *.fits[0] $I 'filpos == "5 1"' >> listaI

# trim the last 8 characters of filenames ('.fits[1]')
# in both 'listaB' and 'listaV'; new lists are 'list_B.dat' and 'list_V.dat'

list="listaU"
while (fscan (list,s1) !=EOF) print substr(s1,1,strlen(s1)-8) >> list_U.dat
list="listaB"
while (fscan (list,s1) !=EOF) print substr(s1,1,strlen(s1)-8) >> list_B.dat
list="listaV"
while (fscan (list,s1) !=EOF) print substr(s1,1,strlen(s1)-8) >> list_V.dat
list="listaR"
while (fscan (list,s1) !=EOF) print substr(s1,1,strlen(s1)-8) >> list_R.dat
list="listaI"
while (fscan (list,s1) !=EOF) print substr(s1,1,strlen(s1)-8) >> list_I.dat

print (".Finding average gain and rdnoise through the amplifiers")
obsutil

# selecting flats and bias for finding gain/rdnoise

hsel (imglst/"[0]", "$I", "OBSTYPE ?= 'ZERO'", > "list.zero")
list = "list.zero" ; i = fscan(list,s1) ; i = fscan(list,s3) ; s1 = s1/"","/s3
hsel (imglst/"[0]", "$I", "OBSTYPE ?= 'FLAT'", > "list.flat")
list = "list.flat" ; i = fscan(list,s2) ; i = fscan(list,s3) ; s2 = s2/"","/s3
hsel (imglst/"[0]", "$I", "OBSTYPE ?= 'OBJECT'", > "list.object")
tmerge list.object,list.flat,list.zero list.gainup option=append allcols-

# Finding the gain and readnoise of each aplifier

imgets (s3, "NAMPS") ; k = int(real(imgets.value))

for (j=1 ; j<=k; j+=1) {
  findgain (substr(s2,1,strstr(",s2)-2)//str(j)//",
    substr(s2,strstr(",s2)+1,strlen(s2)-2)//str(j)//",
    substr(s1,1,strstr(",s1)-2)//str(j)//",
    substr(s1,strstr(",s1)+1,strlen(s1)-2)//str(j)//",
    section="[200:400,800:1200]", verbose-, >> "tmp.log")

  print (".Amplifier "//str(j))
  list="tmp.log" ; while (fscan (list,x,y) != EOF) print (x, y, >> "gain.log")
  print (".gain: "//str(x)//" (e-/ADU)")
  print (".rdnoise: "//str(y)//" (e-)")

  print (".updating headers")

```

```

list="list.gainup" ; while (fscan (list,s3) != EOF) {
  s3 = substr(s3,1,strlen(s3)-2) // str(j) // "]"
  hedit (s3, "GAIN", real(x), add+, ver-, upd+, >> "gain.log")
  hedit (s3, "RDNOISE", real(y), add+, ver-, upd+, >> "gain.log") ; }
}

# Saving mean gain and rdnoise on global header

tstat tmp.log 1 outtable="" ; x=real(tstat.mean)
tstat tmp.log 2 outtable="" ; y=real(tstat.mean)
list="list.gainup" ; while(fscan(list,s1) != EOF) {
  hedit (s1, "MGAIN", real(x), add+, ver-, upd+, >> "gain.log")
  hedit (s1, "MRDNOISE", real(y), add+, ver-, upd+, >> "gain.log") ; }

print (".Fixing image headers")

# correct sections and tranformation keywords on headers
# (update the crucial section keywords along with CCD,CCD_NAME,FILTER)
soar
soi
soiuphead ("@list_U.dat", filter_up+, filter="U", ron=0., gain=0., BPM_up+,
  BPM="", >> "soiuphead.log", >>& "soiuphead.log")
soiuphead ("@list_B.dat", filter_up+, filter="B", ron=0., gain=0., BPM_up+,
  BPM="", >> "soiuphead.log", >>& "soiuphead.log")
soiuphead ("@list_V.dat", filter_up+, filter="V", ron=0., gain=0., BPM_up+,
  BPM="", >> "soiuphead.log", >>& "soiuphead.log")
soiuphead ("@list_R.dat", filter_up+, filter="R", ron=0., gain=0., BPM_up+,
  BPM="", >> "soiuphead.log", >>& "soiuphead.log")
soiuphead ("@list_I.dat", filter_up+, filter="I", ron=0., gain=0., BPM_up+,
  BPM="", >> "soiuphead.log", >>& "soiuphead.log")

# Setting additional keywords properly on the images

ccdhedit *.fits RADECEQ (2000.) type="real"
ccdhedit *.fits EQUINOX (2000.) type="real"
ccdhedit *.fits SATURATE (55000) type="real"

print (".Checking instruments & subsets definitions before processing images")

imred
ccdred
ccdinstrument ("S009A-004_0420.009[1],dflatB2x2.067[2],sflatU2x2.612[3],bias2x2.050[4]", instrum="ccd_instrument", s

# Cleaning up
del list*,tmp* ver-

```

A.2 Calibração instrumental

#TASK FOR INSTRUMENTAL CALIBRATION OF SOI UBVRI IMAGES - (SOAR -2009A)

```

char imglst = "*.fits"
bool updsat = yes # include saturated stars on bad pixel masks

```

```

#-----
# Setting instrument files

```

```

mscred.verbose = yes
mscred.bkupproo = "Backup/"

```

```

mscred.instrum = "ccd_instrument"
mscred.ampfile = "amps"
mscred.ssfile = "subsets"
mimpars.xgap = 102

# Unlearning all relevant tasks
unlearn zerocombine ccdproc flatcombine

# Setting ccdproc parameters to combine bias and flat images
mscred
mscred.ccdproc.ccdtype=""
mscred.ccdproc.xtalkcor=no
mscred.ccdproc.fixpix=no
mscred.ccdproc.oversca=yes
mscred.ccdproc.trim=yes
mscred.ccdproc.zerocor=no
mscred.ccdproc.darkcor=no
mscred.ccdproc.flatcor=no
mscred.ccdproc.sflatcor=no
mscred.ccdproc.merge=yes
mscred.ccdproc.biassec="image"
mscred.ccdproc.trimsec="image"
mscred.ccdproc.function="legendre"
mscred.ccdproc.order=2
mscred.ccdproc.sample="3:2048"

#-----
if (access("Zero.fits")) print (".Zero level calibration image found")
else {
  print (".Processing bias")

  hsel (imglst/"[0]",$I,"OBSTYPE == 'ZERO'", >>"tmp.zero") ; list="tmp.zero"
  while (fscan(list,s1) != EOF) print (substr(s1,1,strlen(s1)-3), >> "list.zero")

  zerocombine ("@list.zero", output="Zero", combine="average", reject="ccdclip",
    ccdtype="zero", process+, lsig=2., hsig=2., rdnoise="RDNOISE", gain="GAIN",
    snoise=0., scale="none", statsec="[200:400,800:1200]", >>& "zerocombine.log")

  mscstat ("bias*[200:400,800:1200],Zero[200:400,800:1200]", >> "zero_stat.log")
  imdel ("@list.zero", ver-) ; del tmp.zero*,list.zero* ver-
}
mscred.ccdproc.zerocor=yes
mscred.ccdproc.zero="Zero"

if (access("FlatV.fits")) print (".Flat-field calibration images found")
else {
  print (".Processing flats")

  hsel (imglst/"[0]",$I,"OBSTYPE ?= 'FLAT'", >>"tmp.flat") ; list="tmp.flat"
  while (fscan(list,s1) != EOF) print (substr(s1,1,strlen(s1)-3), >> "list.flat")

  flatcombine ("@list.flat", output="Flat", combine="median", reject="ccdclip",
    ccdtype="flat", process+, lsig=2., hsig=2., gain="GAIN", rdnoise="RDNOISE",
    subsets+, scale="mode", statsec="[200:400,800:1200]", >>& "flatcombine.log")

  mscstat ("*flat*[200:400,800:1200],Flat*[200:400,800:1200]", >>"flat_stat.log")
  imdel ("@list.flat", ver-) ; del tmp.flat*,list.flat* ver-
}
mscred.ccdproc.flatcor=yes
mscred.ccdproc.flat="Flat*"

#-----

```

```

# Building bad pixel mask

#cl < makebpm.cl # makes bad pixel mask using noao.imred.ccdred
cl < mkbpm.cl    # makes bad pixel mask using soar.cirred.maskbad (modified)

mscred.ccdproc.fixpix=yes
mscred.ccdproc.fixfile="!BPM"

#-----
print (".Processing images")

del ccdproc.log* ver-
mscred.ccdproc.saturation="INDEF"
mscred.ccdproc.bleed="INDEF"

hset (imglst//[1],"$I","OBSTYPE == 'OBJECT', >>"tmp.list")
list="tmp.list" ; while (fscan(list,s1) != EOF) {
  s1 = substr(s1,1,strlen(s1)-8) ; print (s1, >> "list.obj")
  ccdproc (s1, >& "ccdproc.log")
}

#-----
print (".Renaming images & Updating headers")

# ccdproc removes the bad pixel mask field BPM after merging the amplifiers
# (merged amplifiers inherits the header of the first extension)

list="list.obj" ; while (fscan (list,s1) != EOF) {
  imgets (s1//[0], "MGAIN") ; y=real(imgets.value)
  imgets (s1//[0], "MRDNOISE") ; y=real(imgets.value)
  ccdhedit (s1,"GAIN",x),type="real")
  ccdhedit (s1,"RDNOISE",y),type="real")
  imgets (s1//[0], "MASK") ; s2=imgets.value
  imgets (s1//[0], "NCCDS") ; k=int(imgets.value)
  for (i=1; i<=k; i+=1) hedit (s1//[0]"/str(i)/", "BPM",s2//[0]"/str(i)/",
    add+, ver-, upd+, >> "ccdproc.log")
  rename (s1//".fits", "c"//s1//".fits") ; }

#-----
if (updsat) {
print (".Adding saturated objects to bad pixel mask")

# Saturated objects are marked with value of 2 on the bad pixel mask
# (one bad pixel mask will be created for each image)

list = "list.obj" ; while (fscan(list,s1) != EOF) {

  mscsplit ("c"//s1, outp="tmp") ; imrename ("tmp_0", "tmsk_0")
  imexten ("c"//s1, output="none") ; k = imexten.nimages
  for (i=1; i<=k; i+=1) {
    s2 = "c"//s1//["/str(i)/"]
    imgets (s2, "SATURATE") ; s3=imgets.value
    imexpr ("a > "/s3, "tmpmask", s2, ver-)
    imgets (s2, "BPM") ; s3=imgets.value
    imexpr ("a + 2*b", "tmsk_"//str(i)//".pl", s3, "tmpmask", ver-)
    hedit (s2,"BPM","m"//s1//["/str(i)/"],add+,ver-,upd+, >> "ccdproc.log")
    imdel tmpmask* ver- ; }
  mscjoin ("tmsk", outp="m"//s1, del+)

# Matching extension name of the mask with the image default
# (mscjoin do not preserve extension names)

```

```

for (i=1; i<=k ;i+=1) {
  imgets ("c//s1//[\"//str(i)//\"]", "EXTNAME") ; s2 = imgets.value
  hedit ("m//s1//[\"//str(i)//\"]","EXTNAME",s2,ver-,upd+, >>"ccdproc.log") ; }

  imdel tmp_* ver- ; }
}
;
#-----
# Listing images status on file 'list.calib.dat'
ccdlist *.fits >> list.calib.dat

# Cleaning up
del list*,tmp* ver-

```

A.3 *Flat-fields* de céu e remoção de franjas

```

# TASK TO REMOVE SKY FEATURES FROM SOI IMAGES (SOAR 2009A)
# IT PERFORMS SKY FLAT FIELDING AND THE REMOVAL OF FRINGES AND COSMIC RAYS

mscred

# Constructing a sky flat frame from science exposures

print (".Constructing sky flat frames")

# Selecting images
# (one of each science frame - deepest exposure taken)

del list.sflat.* ver-
hsel ("cS*.fits[1]",$I,"OBSTYPE == 'OBJECT' && EXPTIME > 10.", >> "tmp.list")
list="tmp.list" ; while (fscan(list,s1) != EOF)
  print (substr(s1,1,strlen(s1)-8), >> "list.sflat.dat")
del tmp.* ver-

# Combining images

mscred
unlearn mscred.sflatcombine
sflatcombine ("@list.sflat.dat", combine="average", reject="ccdclip",
  ccdtype="object", subsets=yes, scale="exposure", mclip=yes, lsig=6., hsig=3.,
  rdnoise="RDNOISE", gain="GAIN", grow=8., >> "sflatcombine.log")
mscstat Sflat* >> sflatstat.log

# Applying a median filter to smooth the sky flats and reduce the fluctuations
# this enhance the sky flat on all filters, but is critical on filters U and B
# (pixels with value outside mean +/- 3*sigma are rejected)

print (".Median filtering sky flats")

files Sflat* > tmp.list
list="tmp.list"
while (fscan(list,s1) != EOF) {
  mscstat (s1//[200:400,800:1200]", fields="mean,stddev", >> "tmp.dat")
  tstat ("tmp.dat", 1, outt="") ; x = tstat.mean
  tstat ("tmp.dat", 2, outt="") ; y = tstat.mean
  del tmp.dat ver-

  mscmedian.zloreject = (x-3*y) ; mscmedian.zhireject = (x+3*y)
  mscmedian (s1, "m//s1, 5, 5, fmedian-)

```

```

}
mscstat mSflat* >> sflatstat.log

del tmp.* ver-

# stars lefovers (usually their halos) become more clear in the filtered flats
# if they appear change parameters (grow, lsig, hsig) and recombine the images

#-----
# Correct fringing on images on band I with Fringe image
del list.fringecor*,fringecor.* ver-

print (".Constructing fringe image from sky flat")

# Evaluating and removing average background from sky flat (on each amplifier)
# this will produce the fringe image

imgets ("mSflatI[1]", "nccds") ; s1 = imgets.value
for (i=1; i<=real(s1); i+=1)
  imstat ("mSflatI["//str(i)//"] [1:512,*],mSflatI["//str(i)//"] [513:1024,*]",
    field="image,mean,stddev,midpt,mode,min,max", >> "tmp.stat")

mscsplit mSflatI out=tmpI
list="tmp.stat" ; s1 = (fscan(list,s1))
while (fscan(list,s1,x,y,z) != EOF){
s2 = substr(s1,11,strlen(s1)) ; s3 = substr(s1,9,9)
imexpr "a-b" ("tmpI_"//s3//s2) a=(s1) b=(x) ver-
}

# Correcting the fringe image header and joining into a single MEF

hedit tmp*.fits OBSTYPE "FRINGE" upd+ ver- >> fringecor.log
mscjoin tmpI out="fringeI" del- ver-

print (".Creating fringe mask")

# Obtaining fringe sigma image
# (using objmask with no object detection and constant background)

objmasks ("fringeI", "", sky=0., sigma="tmpsig", hsig=10, logfile="fringecor.log",
>>& "fringecor.log")
mscstat tmpsig fields="image,mean,stddev,min,max" >> tmp.stat2
list="tmp.stat2" ; s1 = fscan(list,s1)

# Creating fringe mask from the sigma image
# regions with high sigma are the most affected by fringing

for (i=1; fscan(list,s1,x,y,s2,s3) != EOF; i+=1) {
imexpr "-(nint(nint(10*a-10*b)/10))" ("tmpmask_"//str(i)) a=(s1) b=(x+y) ver-
imexpr "(a < 0) ? 0 : a" ("fmask_"//str(i)) a=("tmpmask_"//str(i)) ver-
}

# Correcting fringe mask and joining into a single MEF

imreplace fmask_2[1:9,1:1] 1 ; imrename tmpI_0 fmask_0
hedit fmask*.fits OBSTYPE "MASK" upd+ ver- >> fringecor.log
mscjoin fmask del+ ver- ; hedit fmask[2] EXTNAME "im3" upd+ ver- >> fringecor.log

del tmp* ver-

print (".Performing frige correction on long exposure I frames")

```

```

hselect cS*[1] $I 'OBSTYPE == "OBJECT" && FILTER == "I" && EXPTIME >= 10' > tmp.list

list="tmp.list" ; while (fscan(list,s1) != EOF) {
s2 = substr(s1,1,strlen(s1)-8)
print (s2, >> "list.fringecor.log")

# Constructing object masks for each image to be corrected
# (rmfringe does not function well without the object and fringe masks)

objmasks (s2, "m_//s2, omtpe="numbers", sky="s_//s2, sigma="", masks="!BPM",
logfile="fringecor.log", hsigma=4, >>& "fringecor.log")

# Applying fringe correction using the masks

rmfringe (s2, "", "fringeI", "m_//s2, fringemask="fmask", background="s_//s2,
logfile="fringecor.log", verbose=no)
}

# Deleting object masks and background images
del m_*,s_*,tmp* ver-

#-----
print (".Remaking the sky flat frame on filter I")

imrename "SflatI" "fringed_SflatI" ; imrename "mSflatI" "fringed_mSflatI"
hselect cS*[1] $I 'OBSTYPE == "OBJECT" && FILTER == "I" && EXPTIME > 10' > tmp.list
list="tmp.list"
while (fscan(list,s1) != EOF) print (substr(s1,1,strlen(s1)-8), >> "tmp.listI")

sflatcombine ("@tmp.listI", combine="average", reject="ccdclip",
ccdtype="object", subsets=yes, scale="exposure", mclip=yes, lsig=6., hsig=3.,
rdnoise="RDNOISE", gain="GAIN", grow=8., >> "sflatcombine.log")
mscstat SflatI >> sflatstat.log

# Applying a median filter

mscstat ("SflatI[200:400,800:1200]", fields="mean,stddev", >> "tmp.dat")
tstat ("tmp.dat", 1, outt="") ; x = tstat.mean
tstat ("tmp.dat", 2, outt="") ; y = tstat.mean
mscmedian.zlreject = (x-3*y) ; mscmedian.zhireject = (x+3*y)
mscmedian ("SflatI", "mSflatI", 5, 5, fmedian-)
mscstat mSflatI >> sflatstat.log

del tmp.* ver-

print (".Applying sky flat-field correction")

mscred
ccdproc ("cS*", output="", fixpix-, overscan-, trim-, zerocor-, darkcor-, flatcor-,
merge-, sflatcor+, sflat="mSflat*", ccdtype="object", >> "sflatcor.log",
>>& "sflatcor.log")

#-----
# Correct the images for cosmic rays (and other deviant pixels)
# needed as future image combining and stacking may spread the CR, resembling stars

# sampling long exposure image on filter V to adjust parameters
# (repeat for a short exposure and test other filters)

# 'objsig' controls the object detection thresholds, 'crsig' controls the
# cosmic ray detection thresholds. 'navg' relates to the sensitivity of CR
# detection and object x CR distinction, and nrej helps find wider CRs.

```



```

# var0 = (RDNOISE/GAIN)^2    var1 = 1/GAIN

#s1 = "cS009A-004_0420.078"
#for (i=1; i<=2 ; i+=1)
# craverage (s1/"["//str(i)"/"]", "", crmask="tmp"//str(i), var0=4.56, var1=0.45,
# nrej=3, lobjsig=80., hobjsig=90., lcrsig=20., hcrsig=30., crgrow=2., objgrow=1.,
# navg=4, nsig=25, nbkg=5, crval=1, objval=2)
#mscsplit tmp1 ; mscsplit tmp2 ; imrename tmp2_1 tmp1_2 ; imdel tmp2_0 ver-
#mscjoin tmp1 out=tmp_mask del+ ; mscdisp (s1, 1)
#mscdisp (s1, 2, overlay="tmp_mask", ocol="1=blue,2=red")
#imdel tmp* ver-

# blue pixels are the cosmic rays candidates to be removed, red pixels
# are detected objects (therefore protected from being CR candidates)
# when no blue pixels are seen inside the stars and no red pixels on flagged on the
# cosmic rays its safe to proceed to remove the cosmic rays from the images

#-----
print (".Correcting for cosmic rays on long exposure images:")

imred
crutil

del list.*cr.dat ver-
hselect cS0*[1] $I 'OBSTYPE == "OBJECT" && EXPTIME > 1' > list.lcr.dat

list="list.lcr.dat"
while (fscan (list, s1) != EOF) {
  imgets (s1, "NCCDS") ; k = int(real(imgets.value))
  for (i=1; i<=k ; i+=1) {
    s2 = substr(s1,1,strlen(s1)-8)/"["//str(i)"/"]"
    craverage (s2, "", crmask="crmask_"//str(i), var0=4.56, var1=0.45, nrej=2,
    crgrow=2., objgrow=1., crval=1, objval=0, lobjsig=80., hobjsig=90.,
    lcrsig=20., hcrsig=30., navg=4, nsig=25, nbkg=5)
    crfix (s2, s2, "crmask_"//str(i)"/"[1]")
  }
  imdel crmask* ver-
}

print (".Correcting for cosmic rays on short exposure images:")

hselect fmS0*.fits $I 'OBSTYPE == "OBJECT" && EXPTIME <= 1' > list.scr.dat

list="list.scr.dat"
while (fscan (list, s1) != EOF) {
  imgets (s1, "NCCDS") ; k = real(imgets.value)
  for (i=1; i<=k ; i+=1) {
    s2 = substr(s1,1,strlen(s1)-8)/"["//str(i)"/"]"
    craverage (s1, "", crmask="crmask_"//str(i), var0=4.56, var1=0.45, nrej=2,
    crgrow=2., objgrow=1., crval=1, objval=0, lobjsig=80., hobjsig=90.,
    lcrsig=20., hcrsig=75., navg=4, nsig=25, nbkg=5)
    crfix (s2, s2, "crmask_"//str(i)"/"[1]")
  }
  imdel crmask* ver-
}

#-----
print (".Renaming images")

files cS*.fits >> tmp.list
list="tmp.list"
while (fscan(list,s1) != EOF) rename (s1, "f"//s1)

```

```
del tmp* ver-
```

A.4 Calibração astrométrica

```
# TASK TO SETUP THE WCS COORDINATE SYSTEM OF MULTIPLE SOI IMAGES - (SOAR 2009A)

char opt="s" {mode="q",
  prompt=" Limiting magnitude[m], Shift[s], Rotate[r] or Quit[q]"}
int sft1=62 {mode="q", prompt=" RA"}
int sft2=-113 {mode="q", prompt=" DEC"}
int rot1=180 {mode="q", prompt=" RA"}
int rot2=0 {mode="q", prompt=" DEC"}
int maglim=16 {mode="q", prompt=" mag"}
bool mkiw=no {mode="q",
  prompt=".Previous WCS database file found. Overwrite?"}

string *list2
char datab,refimg,refcat,imglst,rfil,ext,img
int nccd,mlim,rexp

mscred
mscfinder

#-----
# Initial WCS calibration parameters

# Astrometric catalog for stars on the reference image - fits (ascii) table
# (obtained through VIZIER on a 6' x 6' region centered in the reference image)

datab = "wcs.db" # WCS database file
refimg = "fcS009A-004_0420.074" # Reference image for initial wcs adjusting
refcat = "nomad.eso442-04.fit" # Astrometric catalog for ref. image stars

# Applying WCS correction to other images

imglst = "fcS009A*" # image list to apply WCS correction
rexp = 10 # reference value of long exposure time
rfil = "R" # reference filter to WCS match (with large # of stars)

del tmp*,list.wcs*,wcs.log* ver-

#-----
# Calibrating initial WCS by matching celestial and pixel coordinates

# Checking for the existence of previous WCS database file
b1 = access(datab) ; if (b1) b2 = mkiw ; else b2 = yes

# Start interactive WCS calibration if WCS database is not found
if (b2) {

del ("iwcs*,im*,"//datab/"*", ver-)

print (".Calibrating initial WCS")
print (" image: "//refimg)
print (" catalog: "//refcat)

# Looping over the ccds
```

```

imgets (refimg//[0]", "nccds") ; nccd = int(real(imgets.value))
for (k=1; k<=nccd; k+=1) {

# Splitting ref. image extensions and renaming them to their extension names
# (ccmap names each plate solution in the database file according to the
# parent image[ext] name - mscsetwcs requires that these solutions have the
# names of the corresponding extension)

imgets (refimg//[k]"/str(k)"/]", "extname") ; ext = imgets.value
imcopy (refimg//[k]"/str(k)"/]", ext)

# Obtaining header parameters for ccfind task

imgets (ext, "crpix1") ; i=int(real(imgets.value))
imgets (ext, "crpix2") ; j=int(real(imgets.value))
imgets (ext, "pixscal1") ; z=real(imgets.value)
s3 = "" ; x = 180 ; y = 0 ; mlim=16

# Interactive object matching for the definition of the initial WCS
# Matching will be done on each extension generating independent WCSs
# (objects position can be adjusted by shifting and rotating the input list)

print ("..Finding reference point shift: //"refimg//[k]"/ext//"]")

while (s3 != "q") {
del tmp.* ver-

# Extracting celestial coordinates and other fields from the catalog
# Initial selection limited to the brightest stars for ease of identification

tselect (refcat, "tmp.list", "Rmag <=//str(mlim)")
tprint ("tmp.list", columns="RAJ2000,DEJ2000,_r,NOMAD1,Rmag", showrow-,
showhdr-, showunits-, >> "tmp.input.dat")
tcalc ("tmp.input.dat", "c1", "c1/15.0")

ccfind ("tmp.input.dat", "tmp.match_//str(k), ext, lngcol=1, latcol=2,
lngun="hours", latun="degrees", insys="j2000", usewcs-, xref=(i), yref=(j),
xmag=2*(z), ymag=2*(z), xrot=(x), yrot=(y), lngref="ra", latref="dec",
lngrefun="hours", latrefun="degrees", refsys="fk5[2000]", project="tnx",
center-, datamin=0, ver+, >> "wcs.log", >>& "wcs.log")

# Displaying matched objects

tprint ("tmp.match_//str(k), showrow-, showhdr-, showunits-,
columns="c6,c7,c4", >> "tmp.tvmark_//str(k)")
display (ext, (k+1), >> "dev$null")
tvmark ((k+1), "tmp.tvmark_//str(k), logfile="wcs.log", label+,
mark="cross", txsize=7, nxoff=10, nyoff=10, interac-, color=206)

print (" Coordinates displayed:")

# Interactive choices

s3 = opt
if (s3 == "m") {
print (" new magnitude limit:")
mlim = maglim
}
if (s3 == "r") {
print (" rotating coordinates (in degrees):"
x = rot1 ; y = rot2
}
}

```

```

if (s3 == "s") {
  print ("  shifting coordinates (in pixels):"
        i = i + sft1 ; j = j + sft2
        }
;
} # end of while loop (iterative matching)

# Selecting a larger input coordinate list to match WCS
# (The transformation should be carried out with a large number of stars)

tprint (refcat, columns="RAJ2000,DEJ2000,_r,NOMAD1,Rmag", showrow-, showhdr-,
        showunits-, >> "iwcs.list")
tcalc ("iwcs.list", "c1", "c1/15.0")

# Sampling background

imstat (ext//[350:550,750:950]", fields="mode,stddev", >> "tmp.stat")
tcalc tmp.stat c3 "c1+3*c2" ; tstat tmp.stat c3 outt="" ; s2 = tstat.mean

# Matching celestial and pixel coordinates with the rotation and shifts found
# (ccmap will store the solutions into the database file - *.db)

ccfind ("iwcs.list", "iwcs.ccfind"//str(k), ext, lngcol=1, latcol=2,
        lngun="hours", latun="degrees", insys="j2000", usewcs-, xref=(i), yref=(j),
        xmag=2*(z), ymag=2*(z), xrot=(x), yrot=(y), lngref="ra", latref="dec",
        lngrefun="hours", latrefun="degrees", refsys="fk5[2000]", project="tnx",
        center+, datamin=real(s2), ver+, >> "wcs.log", >>& "wcs.log")

tprint ("iwcs.ccfind"//str(k), showrow-, showhdr-, showunits-,
        columns="c6,c7,c4", >> "iwcs.tvmark"//str(k))
display (ext, (k+1), >> "dev$null")
tvmark ((k+1), "iwcs.tvmark"//str(k), logfile="wcs.log", label+,
        mark="cross", txsize=7, nxoff=10, nyoff=10, interac-, color=206)

ccmap ("iwcs.ccfind"//str(k), "iwcs.db", result="iwcs.ccmmap"//str(k),
        image=ext, lngcol=1, latcol=2, xcol=6, ycol=7, xmin=1., ymin=1., xmax=1024.,
        ymax=2048., lngunit="hours", latunit="degrees", insystem="j2000", project="tnx",
        refpoint="user", lngref="telra", latref="teldec", pixsys="logical",
        lngrefun="hours", latrefun="degrees", refsys="j2000", maxiter=3, reject=2,
        xxterm="half", yxterm="half", xxorder=4, xyorder=4, yxorder=4, yyorder=4,
        upd-, interac-, >> "wcs.log")

} # end of the loop over the cdds

# Joining the solutions across multiple CCDs
# (converts the solution to the physical coordinate system)
# (ccfind & ccmmap provides individual mapping solutions to each CCD - they
# operate on the CCD logical coordinate system)

print ("..Deriving full image solution from individual CCD solutions")

msscsetwcs (refimg, "iwcs.db", ra_offset=8, dec_offset=0.5)

tprint (refcat, columns="RAJ2000,DEJ2000,Rmag", showrow-, showhdr-,
        showunits-, >> "tmp.list2")
tcalc ("tmp.list2", "c1", "c1/15.0")

msscpeak (refimg, "tmp.list2", datab, epoch=2000., update+,
        autocen-, project="tnx", xxorder=4, xyorder=4, yxorder=4, yyorder=4,
        xxterms="half", yxterms="half")

print (".WCS calibration done")

```

```

} # end of wcs interactive calibration

else print (".Using previous WCS database file (\"//datab//\")")

#-----
# Applying WCS plate solution to other images
# (the resulting database file will be used to store the solution in the images)

print (".Applying plate solution to other images")

print (".Performing object matching on reference images")
# Creating reference image list to set up WCS
# (Object matching corrects small shifts and rotations in the referece point
# which might arise from telescope inflexions or atmospheric changes)

hselect (imglst//[1]", "$I", "EXPTIME > \"//rexp//\" && FILTER == '\"//rfil//\"'",
  >> "tmp.rexp") ; list = "tmp.rexp"
while (fscan(list,s1) != EOF) print (substr(s1,1,strlen(s1)-8), >> "list.wcsr")

# Loop over the reference image list
list = "list.wcsr" ; while (fscan(list,img) != EOF) {

# Discovering dithered images
# (Dithered images need an offset correction to the WCS)

imgets (img//[0]", "OBJECT") ; s2 = imgets.value ; x = 0.
if (strlstr(" 10E",s2) > 0) {
x = 10. ; s2 = substr(s2,1,strlstr("10E",s2)-1) ; }
if (strlstr(" 20E",s2) > 0) {
x = 20. ; s2 = substr(s2,1,strlstr("20E",s2)-1) ; }

# Removing white spaces from object name
# (catalog name for each image follow the pattern 'nomad.OBJECT.fit' - OBJECT
# refers to lowercased content of the keyword with spaces replaced for '_' )

i = 1 ; while (i != 0) {
i = strlstr(" ",s2)
if (i == strlen(s2)) s2 = substr(s2,1,strlen(s2)-1)
else if (i > 0) s2 = substr(s2,1,i-1)//"_"//substr(s2,i+1,strlen(s2))
;
} # end of while (white spaces removal)

# Setting up the WCS in the image headers, correcting for the dither offsets
msscsetwcs (img, datab, ra_offset=(x), dec_offset=0.)

# Selecting and preparing catalog for matching

s2 = strlwr(s2)
tprint ("nomad.//s2//".fit", columns="RAJ2000,DEJ2000,Rmag", showrow-,
  showhdr-, showunits-, >> "tmp.//s2//".cat")
tcalc ("tmp.//s2//".cat, "c1", "c1/15.0")
hedit (img//[0]", "WCSCAT", "nomad.//s2//".fit", add+, ver-, upd+, >> "wcs.log")

# Performing object match with catalog to correct WCS
# (by matching centered stars on the image with objects from the nomad catalog)

msscmatch (img, "tmp.//s2//".cat, yes, outcoords="", usebpm-, nsearch=20,
  search=10, rms=1.0, maxshift=2, reject=2.5, interac-, fit+, >> "wcs.log")

} # end of loop over the images (reference images list)

```

```

print ("..Copying WCS and matching objects on long exposures")
# (WCS correction was first applied on long exposure R images and then copied
# and matched on the long exposures - this allows matching on filters U,B)

# Creating long exposure image list to copy the WCS
hselect (imglst//[1]", "$I", "EXPTIME > "//rexp/" && FILTER != '//rfil//"',
>> "tmp.lexp") ; list = "tmp.lexp"
while (fscan(list,s1) != EOF) print (substr(s1,1,strlen(s1)-8), >> "list.wcs1")

# Loop over the long exposure image list
list = "list.wcs1" ; while (fscan(list,img) != EOF) {

# Selecting reference image of the same field

imgets (img//[1]", "OBJECT") ; s2 = imgets.value ; del tmp.img* ver-
hselect (imglst//[1]", "$I,EXPTIME",
"OBJECT == '//s2//'" && FILTER == '//rfil//'" && EXPTIME > "//rexp",
>> "tmp.img")
tsort ("tmp.img", "c2") ; list2 = "tmp.img" ; s1 = ""
for (i=1; (fscan(list2,s1) != EOF); i+=1) s2 = substr(s1,1,strlen(s1)-8)
if (s2 == "") print (" No reference image found for "//img)
if (i > 2) print (" More than one ref. image found for "//img)

# Coping WCS from reference exposure of the same field

imgets (img//[0]", "NCCDS") ; nccd = int(real(imgets.value))
for (i=1; i<=nccd; i+=1) wcsncpy (img//[i]"/str(i)"/]", s2//[i]"/str(i)"/]",
>> "wcs.log")

# Getting catalog file from referece image header

imgets (s2//[0]", "WCSCAT") ; s1 = imgets.value
s2 = substr(s1,7,strlen(s1)-4) ; s2 = strlwr(s2)
hedit (img//[0]", "WCSCAT", s1, add+, ver-, upd+, >> "wcs.log")

# Matching catalog coordinates on long exposures
# (this is done for the longest exposure of each object, in each filter)

msccmatch (img, "tmp.//s2//.cat", yes, outcoords="", usebpm-, nsearch=20,
search=10, rms=1.0, maxshift=2, reject=2.5, interac-, fit+, >> "wcs.log")

} # end of loop over the images (long exposure list)

print ("..Copying WCS and matching objects on short exposures")
# Object matching cannot be reliably done in short exposures with few objects
# (WCS from long exposures on the same filter can be copied to these images,
# if they have been taken in sequence)

# Creating short exposure image list to copy the WCS
hselect (imglst//[1]", "$I", "EXPTIME <= "//rexp, >> "tmp.sexp")
list = "tmp.sexp"
while (fscan(list,s1) != EOF) print (substr(s1,1,strlen(s1)-8), >> "list.wcss")

# Loop over the short exposure image list
list = "list.wcss" ; while (fscan(list,img) != EOF) {

# Selecting long exposure of the same field and filter

imgets (img//[1]", "OBJECT") ; s2 = imgets.value
imgets (img//[1]", "FILTER") ; s3 = imgets.value ; del tmp.img* ver-

```

```

hselect (imglst//[1]", "$I,EXPTIME",
"OBJECT == '//s2//"' && FILTER == '//s3//"' && EXPTIME > "//rexp,
>> "tmp.img")
tsort ("tmp.img", "c2") ; list2 = "tmp.img" ; s1 = ""
for (i=1; (fscan(list2,s1) != EOF); i+=1) s2 = substr(s1,1,strlen(s1)-8)
if (s2 == "") print (" No long exposure image found for "//img)
if (i > 2) print (" More than one long exp. image found for "//img)

# Copying WCS from the longest exposure for each image extension

imggets (img//[0]", "NCCDS") ; nccd = int(real(imggets.value))
for (i=1; i<=nccd; i+=1) wcsncpy (img//[i]"/str(i)"/]", s2//[i]"/str(i)"/]",
>> "wcs.log")

# Limiting the catalog sources to the brighter ones

imggets (s2//[0]", "WCSCAT") ; s1 = imggets.value
s2 = "tmp."//substr(s1,7,strlen(s1)-3)//"cat"
b1 = access(s2//[2]") ; if (!b1) tselect (s2, s2//[2]", "c3 < 17") ;
hedit (img//[0]", "WCSCAT", s1, add+, ver-, upd+, >> "wcs.log")

# Matching catalog coordinates on short exposures
# (This matching is only to correct for very small shifts between the exposures)

mscmatch (img, s2//[2]", yes, outcoords="", usebpm-, nsearch=15,
search=0, rms=1.0, maxshift=2, reject=2.5, interac-, fit+, >> "wcs.log")

} # end of Loop over the images (short exposure list)

# Cleaning up
del tmp*,iwcs*,im*.fits ver-

```

A.5 Reamostrando imagens em mosaicos

```

# TASK TO COMBINE DITHERED AND REPEATED SOI IMAGES (SOAR - 2009A)

real rej,nimg
char imglst,img,imset
string *list2

imglst = "fcS*"

unlearn mscimage mscskysub mscismatch mscstack
del imset*,*.cat,*.pl,combine.log*,list.img* ver-

print (".Joining similar images under image sets")

#sections (imglst, >> "list.img") ; list = "list.img"
#while (fscan(list,img) != EOF) {
#img = substr(img,1,strlen(img)-5)
img = "fcSO09A-004_0420.118"

## Checking if current image has already been resampled (skip image if positive)
# imggets (img//[0]", "IMSET", >>& "dev$null") ; if (imggets.value != "0") next ;
del imset.*,snr.* ver-

# Finding images from the same set
# (same object, filter and exposure time)

```

```

imgets (img//[0]", "WCSCAT") ; s3 = imgets.value
imgets (img//[1]", "FILTER") ; s2 = imgets.value
imgets (img//[1]", "EXPTIME") ; s1 = imgets.value
hsel (imglst//[1]", "$I",
      "WCSCAT == '//s3//'" && FILTER == '//s2//'" && EXPTIME == '//s1,
>> "imset.list") ; list2 = "imset.list" ; imset = ""

# Discovering dithered images by the object name
# (this will order the images with the undithered image as the reference)

while (fscan(list2,s1) != EOF) {
  imgets (s1,"OBJECT") ; s2 = imgets.value
  if (strlstr(" 10E",s2) > 0) imset = imset//substr(s1,1,strlen(s1)-8)//", "
  else if (strlstr(" 20E",s2) > 0) imset = imset//substr(s1,1,strlen(s1)-8)//", "
  else imset = substr(s1,1,strlen(s1)-8)//", "//imset ; }
  imset = substr(imset,1,strlen(imset)-1)

  print ("..set found: ",imset)

# Resampling individual CCDs into a single image
print ("..Resampling MEF extensions into single images")

sections (imset, >> "imset.in") ; sections ("r"//"@imset.in", >> "imset.out")
mscimage ("@imset.in", "@imset.out", interpol="sinc", nxblock=2048,
          nyblock=4096, ntrim=2, >> "combine.log")

list2 = "imset.in" ; for (i=1; (fscan(list2,s1) != EOF); i+=1) {
  hedit (s1//[0]", "IMSET", imset, add+, ver-, upd+, >> "combine.log")
  if (i == 1) s2 = "r"//s1 ; else s2 = s2//", "//"r"//s1 ; }
  hedit ("@imset.out", "IMSET", s2, add+, ver-, upd+, >> "combine.log")
  imset = s2 ; nimg = sections.nimages

# Sampling the mean sky level and removing sky gradients
mscskysub ("@imset.out", "@imset.out", 2, 2, >>& "combine.log")

# Checking if the set has more than one image
if (nimg > 1) {

#-----
# Checking for bad images in the set
# (by comparing the seeing and background of the images in the set)

  print ("..Looking for bad images in the set")

  tselect (s3, "snr.tab", "Rmag < 18 && _r < 5.5")
  tprint ("snr.tab", columns="RAJ2000,DEJ2000", showrow-, showhdr-, showuni-,
  >> "snr.world") ; s1 = imset//", "

# Gathering statistics about each image in the set

for (j=1; j<=nimg; j+=1) {
  del snr.pix*,snr.tmp*,snr.cur*,snr.match*,tmp.stat* ver-
  s2 = substr(s1,1,strstr(", ",s1)-1)
  imstat (s2//[350:550,750:950]", fields="mode,stddev", >> "tmp.stat")
  tcalc tmp.stat c3 "2*c1+3*c2" ; tstat tmp.stat c3 outt="" ; s3 = tstat.mean
  ccfind ("snr.world", "snr.match", s2, usewcs+, lngunit="degrees",
  datamin=real(s3), >& "dev$null")
  tprint ("snr.match", showr-, showh-, showu-, columns="c3,c4", >> "snr.pixel")
  tstat ("snr.pixel", "c1", outt="") ; k=int(real(tstat.nrows))
  for (i=1; i<=k; i+=1) print " 1 ", >> snr.tmp
  joinlines "snr.pixel" "snr.tmp" >> "snr.cur"
  imexam (s2, 1, imagecur="snr.cur", use_display-, >& "dev$null",

```



```

>> "snr.rad"//str(j), >G "dev$null")
s1 = substr(s1,strstr(", ",s1)+1,strlen(s1))
} # end of the loop over the set

# Loop over each image in the set
for (j=1; j<=nimg; j+=1) {

# Loop over the image quality testing factors (background and seeing)
for (k=1; k<=2; k+=1) {
s1 = "" ; s2 = "" ; rej = 0

# Separating statistics of the selected image and of the other set images

if (k == 1) s3 = "c5" ; else s3 = "c11" ;
for (i=1; i<=nimg; i+=1) {
tsort ("snr.rad"//str(i), s3) ; tstat ("snr.rad"//str(i), s3, outt="")
tprint ("snr.rad"//str(i), pwidth=100, showr-, showh-, showu-,
rows=str(1+tstat.nrows/10)//"-"/str(tstat.nrows-tstat.nrows/10),
>> "snr.sel")
tstat ("snr.sel", s3, outt="") ; del snr.sel* ver-
if (i == j) { x = tstat.median ; y = tstat.stddev ; }
else { s1=s1//", " //str(tstat.median) ; s2=s2//", " //str(tstat.stddev) ; }
}
s1 = substr(s1,2,strlen(s1))//", " ; s2 = substr(s2,2,strlen(s2))//", "

# Comparing background/seeing with other images from the same set

for (i=1; i<=nimg-1; i+=1) {
z = real(substr(s1,1,strstr(", ",s1)-1))
s3 = str(max(y,real(substr(s2,1,strstr(", ",s2)-1))))
b1 = (x <= (z+real(s3))) ; b1 = !(b1) ; if (b1) rej = rej+1 ;
s1 = substr(s1,strstr(", ",s1)+1,strlen(s1))
s2 = substr(s2,strstr(", ",s2)+1,strlen(s2)) ; }

if (rej >= (real(nimg)/2)) b1 = no ; else b1 = yes
if (k == 1) { s1 = "sky" ; b2 = b1 ; }
else { s1 = "seeing" ; b2 = (b2 && b1) ; }

# Printing information into the logfile

s2 = imset//", "
for (i=2; i<=j; i+=1) s2 = substr(s2,strstr(", ",s2)+1,strlen(s2))
s2 = substr(s2,1,strstr(", ",s2))
print (s2, ": ", s1, " ", x, y, b1, >> "combine.log")

} # end of k loop (image quality testing factors)

# Removing itself from the image set (if bad)

b2 = !(b2) ; if (b2) {
s1 = imset//", " ; s3 = "" ; for (i=1; i<=nimg; i+=1) {
s2 = substr(s1,1,strstr(", ",s1)-1)
if (i != j) s3 = s3//", " //s2
else print ("...image ",s2 , " rejected from the set")
s1 = substr(s1,strstr(", ",s1)+1,strlen(s1)) ; }
imset = substr(s3,2,strlen(s3)) ; nimg = nimg-1 ; } ;

} # end of j loop (images in the set)

#-----
# Matching intensity scales of the set images to combine

```

```

# Checking if at least 2 images remained in the set
b3 = (strstr(",",imset) > 0) ; if (b3) {

  imgets (img//[0]", "WCSCAT") ; s3 = imgets.value
  s1 = substr(s3,7,strlen(s3)-3)
  tprint (s3, columns="RAJ2000,DEJ2000,Rmag", showrow-, showhdr-, showunits-,
    >> "tmp.//s1//cat") ; tcalc ("tmp.//s1//cat", "c1", "c1/15.0")
  mscimatch (imset, "tmp.//s1//cat", yes, lower=INDEF, upper=INDEF,
    >> "combine.log")

# Combining images

  print ("..Stacking images from the set into a mosaic")

  s2 = substr(imset,1,strstr(",",imset)-1)
  mscstack (imset, "m//s2, combine="average", reject="ccdclip",
#   rejmask="rjm//s2, expmask="expm//s2, bpmask="bpm//s2, sigma="sig//s2,
  masktype="goodvalue", scale="!mscscale", zero="!msczero", lsig=3, hsig=3,
  rdnoise="RDNOISE", gain="GAIN", nkeep=1, >> "combine.log")
  hedit ("m//s2, "GAIN", "($*//str(nimg)//)", ver-,upd+ ,>>"combine.log") ; }
;
} # end of image set combining
;
#} # end of images loop

# Cleaning up
#del snr.*,imset.*,im*.fits,list.*,tmp.*
#imdel imglst ver-

```

Apêndice B

—

Artigo publicado

Characterization and photometric membership of the open cluster NGC 1981

F. F. S. Maia,^{*} W. J. B. Corradi and J. F. C. Santos Jr

Instituto de Ciências Exatas, UFMG, Av. Antônio Carlos 6627, Belo Horizonte, Brazil

Accepted 2010 May 14. Received 2010 May 14; in original form 2010 April 12

ABSTRACT

Open clusters belonging to star-forming complexes are the leftovers from the initial stellar generations. The study of these young systems provides constraints to models of star formation and evolution as well as to the properties of the Galactic disc. We aimed at investigating NGC 1981, a young open cluster in the Orion nebula region, using near-IR and $BV(RI)_C$ photometric data. We devised a method that accounts for the field contamination and allows to derive photometric membership for the cluster stars. A new cluster centre was determined by Gaussian fittings to the 2D stellar distribution on the sky, and has been used to obtain the radial stellar density profile and the structural parameters. Mass functions were computed for stars inside the cluster limiting radius and total mass estimated from them. Although more easily distinguished by its grouping of six relatively bright stars, an underlying population of faint pre-main-sequence stars is evident in the cluster area. We showed that this population is related to the cluster itself rather than to the nearby Orion nebula cluster. Additionally, a fraction of the cluster low mass stars may have been evaporated from the region in its early evolution leading to the present sparse, loose structure. The estimated parameters of NGC 1981 are core radius $R_c = 0.09 \pm 0.04$ pc, limiting radius $R_{lim} = 1.21 \pm 0.11$ pc, age $t = 5 \pm 1$ Myr, distance modulus $(m - M)_0 = 7.9 \pm 0.1$ (380 ± 17 pc), reddening $E(B - V) = 0.07 \pm 0.03$ and total mass $m = 137 \pm 14 M_\odot$.

Key words: open clusters and associations: general – open clusters and associations: individual: NGC 1981 – stars: pre-main-sequence – Galaxy: stellar content.

1 INTRODUCTION

The open clusters' fundamental physical parameters are important pieces of information for studies on the formation and evolution of the Galactic disc (e.g. Piatti, Clariá & Abadi 1995; Jacobson, Pilachowski & Friel 2008; Sestito et al. 2008) and as grounding tests for star formation and evolution models (e.g. Landin et al. 1996; Siess, Dufour & Forestini 2000; D'Antona 2002). Dias et al. (2002, hereafter DAML02) have summarized the available information on open clusters in a major catalogue which continuously expands. In version 2.10¹ of this catalogue, 1787 open clusters are listed: out of which 54 per cent have known distance, age and reddening; 24 per cent have also proper motion and radial velocity and only 10 per cent have metal abundance determined. Kharchenko et al. (2005) have created an open cluster catalogue with uniformly determined parameters, among them cluster radius, core radius and age, by means of an automated computational algorithm (the Catalogue

of Open Cluster Data, COCD).² This catalogue has been used to investigate the local (<1 kpc) population of star cluster complexes revealing new constraints on the Galaxy's structure and kinematics (Piskunov et al. 2006).

Sky surveys like Two-Micron All-Sky Survey (2MASS) (Skrutskie et al. 2006) produced large amounts of near-infrared (IR) data and have contributed to the discovery of even more objects. Additionally, several studies have been benefited from 2MASS data base by employing near-IR photometric analyses of structural and populational properties of Milky Way star clusters (e.g. Santos, Bonatto & Bica 2005; Bonatto, Santos & Bica 2006; Pavani & Bica 2007). Because the 2MASS data base covers the whole sky, it allows data extraction from spatially unlimited regions. Also, near-IR wavelengths are particularly sensitive to discriminate cluster stars from the contaminating field for young stellar systems (e.g. Santos et al. 2005).

NGC 1981 (OC1 525, C 0532-044) is a young, sparse cluster located $\sim 1^\circ$ north from the Orion nebula at Galactic coordinates $\ell = 208^\circ 09$ and $b = -18^\circ 98$. As noted by Sharpless (1952), *the*

^{*}E-mail: kicage@fisica.ufmg.br

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

² <http://www.univie.ac.at/webda/cocd.html>

Orion nebula seems to be separated from NGC 1981 only as a result of a somewhat nearer obscuring cloud. NGC 1981 depicts the northern end of Orion's sword. According to Subramaniam et al. (1995), NGC 1981 and Collinder 70 constitute a possible binary cluster being less than 20 pc apart. The cluster belongs to Gould's Belt, a planar distribution of O and B stars inclined $\sim 20^\circ$ with respect to the Galactic plane (Pöppel 2001, and references therein). In a detailed study of Gould's Belt (Lesh 1968), the brightest stars in the cluster (HD 37016, HD 37017 and HD 37040) had their spectral types determined (B2.5V, B1.5V, B2.5IV, respectively) and photometric distances estimated (all at 494 pc).

Subsequent works emphasized kinematical properties of NGC 1981 stars, among other clusters, aiming at obtaining dynamical and structural characteristics of our Galaxy (e.g. Hron 1987). More recently, Kharchenko et al. (2005) performed an analysis of the cluster as a stellar system deriving reddening $E(B - V) = 0.05$, distance modulus $(V - M_V) = 8.16$ ($d = 400$ pc), $\log t(\text{yr}) = 7.50$, cluster radius $R = 0:25$ (1.7 pc) and core radius $R_c = 0:13$ (0.9 pc). We should note, however, that the age estimated by Kharchenko et al. (2005) relies upon a single star, as a consequence of the method applied, which progressively removes stars with low membership probabilities from the Colour–magnitude diagram (CMD) by means of an iterative process.

Most studies of the cluster are inserted in more general analyses of the Orion star formation complex. It is part of Orion OB1 association, subgroup c, which is 2–6 Myr old and located closer to us (≈ 400 pc) than the younger Orion nebula by at least 10 pc (Bally 2008). However, such a division in subgroups has been questioned in favour of a continuous star-forming event (Muench et al. 2008). Since NGC 1981 bright stars are early B spectral types, a plausible evolutionary sequence would entail supernovae explosions from O-type progenitors causing the compression of the interstellar medium and formation of the present younger populations. On the kinematical side, Dias et al. (2006) derived membership probabilities on the basis of The Second U.S. Naval Observatory CCD Astrograph Catalog (UCAC2) proper motions aided by a statistical method for 158 stars within 15 arcmin of the cluster centre.

Elias, Alfaro & Cabrera-Caño (2009) investigated hierarchical star formation in Gould's Belt based on the spatial and kinematical distribution of star clusters, either bound star systems or transient stellar condensations with a mean lifetime of ~ 10 Myr or less. NGC 1981 was classified by them as a bound cluster in view of its age (~ 30 Myr) as determined by Kharchenko et al. (2005). In the present work, we argue that NGC 1981 is indeed younger, as has been shown to be the case for Platais 6 and NGC 2546, which also belong to Gould's Belt (Elias et al. 2009).

Despite the efforts to better understand the astrophysical processes occurring in the Orion nebula and its surroundings and their connection with Gould's Belt, NGC 1981 have not been given particular attention (except for Kharchenko et al. 2005) and, as a consequence, its parameters can be improved. In this work, we present Johnson–Cousins $BV(RI)_C$ photometric observations carried out at the Observatório do Pico dos Dias (Itajubá, Brazil) along with near-IR photometric data extracted from 2MASS survey to study the open cluster structural properties and stellar content, aiming at a better determination of radius, age, distance, reddening and mass.

This work is structured as follows. Section 2 describes the observational data employed. Section 3 presents the procedure to obtain the cluster centre, a fundamental step to build a reliable radial density profile (RDP), discussed in Section 4. CMDs are employed in Section 5, where a statistical decontamination algorithm is applied to the cluster CMDs, and in Section 6, where a comparison of data

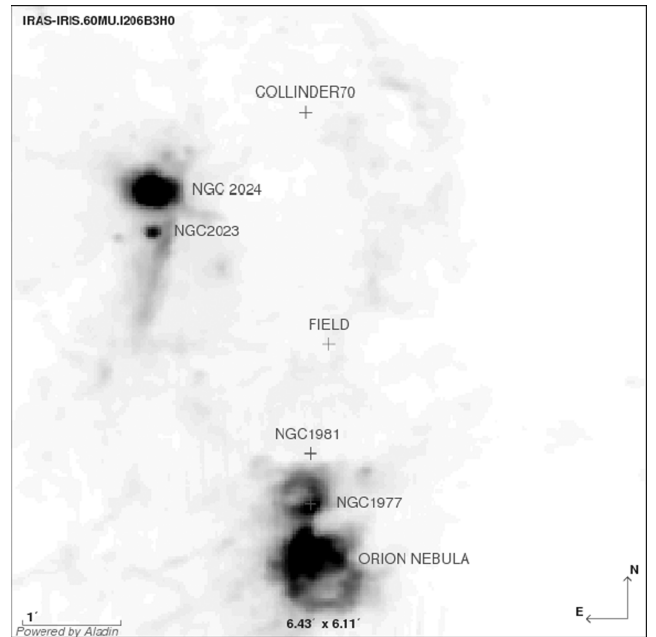


Figure 1. NGC 1981 and the nearby region from *IRAS* 60- μm band. Other objects in the area and the selected comparison field are also indicated.

with isochrones allows a determination of the cluster's astrophysical parameters. In Section 7 the radial mass function (MF) of the cluster is analysed and in Section 8 the stellar density charts used to map the spatial distribution of stars and their frequency in different CMD regions are described. Further discussions and conclusions are given in Section 9.

2 DATA

2.1 Near-IR

Vizier³ was used to extract near-IR photometric data from 2MASS in circular fields centred on equatorial coordinates (J2000) $\alpha = 05^{\text{h}}35^{\text{m}}09^{\text{s}}$ and $\delta = -04^{\circ}25'54''$, the cluster centre taken from DAML02. The data encompass the point sources within $R < 55$ arcmin, corresponding roughly to four times the estimated visual radius of the cluster. For decontamination purposes, a comparison field was extracted 1° north-west of the cluster, in a region with the same area and similar absorption as deduced from near-IR (2MASS) and mid-IR (*IRAS*) images. This choice was preferred over an annular field extraction centred in the cluster because of the nebulosity associated with NGC 1977 towards the south. Fig. 1 shows an image of NGC 1981 and the nearby region from *IRAS* 60- μm band. The selected comparison field and other objects are also shown.

As photometric quality constraint, the 2MASS extracted data were restricted to unambiguous point sources brighter than specified on the 99 per cent Point Source Catalogue completeness limit (15.8, 15.1 and 14.3 mag for 10σ at J , H and K_s , respectively).

2.2 Optical

CCD $BV(RI)_C$ observations were carried out with the Boller & Chivens 0.6-m telescope at the Observatório do Pico dos Dias (Laboratório Nacional de Astrofísica, Itajubá, Brazil) during the night of 2000 September 21. The CCD detector employed was a 1×1 k

³ <http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR>

Table 1. Observation log for NGC 1981.

Cluster/Region	Filter	Exposure (s)	Seeing (arcsec)	Airmass
NGC 1981/CE	<i>B</i>	1 15 50	3.4	1.2
	<i>V</i>	1 20	2.5	1.2
	<i>R</i>	1 20	2.4	1.2
	<i>I</i>	1 20	3.9	1.2
NGC 1981/CW	<i>B</i>	1 15 50	3.1	1.1
	<i>V</i>	1 20	2.8	1.1
	<i>R</i>	1 20	2.7	1.1
	<i>I</i>	1 20	3.4	1.1
NGC 1981/NE	<i>B</i>	1 15 50	2.7	1.3
	<i>V</i>	1 20	2.6	1.3
	<i>R</i>	1 20	2.3	1.2
	<i>I</i>	1 20	3.8	1.2
NGC 1981/N	<i>B</i>	1 15 50	3.1	1.1
	<i>V</i>	1 20	2.6	1.1
	<i>R</i>	1 20	2.6	1.1
	<i>I</i>	1 20	3.7	1.1
NGC 1981/NW	<i>B</i>	1 15 50	3.3	1.1
	<i>V</i>	1 20	2.9	1.1
	<i>R</i>	1 20	2.8	1.1
	<i>I</i>	1 20	4.1	1.1
NGC 1981/S	<i>B</i>	1 15 50	3.3	1.1
	<i>V</i>	1 20	2.6	1.1
	<i>R</i>	1 20	2.7	1.1
	<i>I</i>	1 20	3.7	1.1

SITe SI003AB (101) configured to yield readout noise $5.5 e^-$ and gain $5.0 e^- ADU^{-1}$. The plate scale was $1.22 \text{ arcsec pixel}^{-1}$. The images were obtained using a focal reducer to cover a field of view of $21 \times 21 \text{ arcmin}^2$ and were taken with a mosaic setup on six adjacent positions around the cluster centre in order to cover the full extension of the object. To transform instrumental magnitudes into the standard system, 15 objects from Landolt (1992) standard stars catalogue were also observed on the same night, with two standard stars being used for atmospheric extinction correction. Details of the observations are shown in Table 1, where the observed fields are listed along with their exposure times, typical seeing values and airmasses.

The data were reduced using the standard IRAF routines for aperture photometry. Besides the standard reduction steps, the six adjacent fields have been aligned and recurrent stars were selected according to their distance to the image centre in each filter. Specifically, for every recurrent star, we kept only the measurement of the star closest to the image centre. This choice avoided the *vignetting* effect introduced on the images borders by the focal reducer. The calibration equations used to transform to the standard system were

$$b = B + b_1 + b_2 X_b + b_3 (B - V) + b_4 (B - V) X_b \quad (1)$$

$$v = V + v_1 + v_2 X_v + v_3 (B - V) + v_4 (B - V) X_v \quad (2)$$

$$r = R + r_1 + r_2 X_r + r_3 (V - R) + r_4 (V - R) X_r \quad (3)$$

$$i = I + i_1 + i_2 X_i + i_3 (V - I) + i_4 (V - I) X_i, \quad (4)$$

where B , V , R and I are the standard magnitudes and b , v , r and i are the instrumental magnitudes; X_n is the airmass on each filter. The subscript coefficients $i = 1 \dots 4$, were obtained from a 2-pass interactive fitting on each filter with the extinction coefficients (subscripts 2 and 4) being fitted first and then used as constants on a

Table 2. Coefficients and rms deviation of the calibration fit.

<i>i</i>	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>
1	5.79 ± 0.01	5.35 ± 0.01	4.53 ± 0.02	5.05 ± 0.01
2	0.28 ± 0.06	0.17 ± 0.04	0.11 ± 0.04	0.08 ± 0.05
3	-0.19 ± 0.01	-0.20 ± 0.02	-0.18 ± 0.07	-0.11 ± 0.02
4	-0.04 ± 0.04	0.15 ± 0.02	0.19 ± 0.04	0.07 ± 0.03
rms	0.03	0.02	0.04	0.03

second fit of the zero-point and colour terms (subscripts 1 and 3, respectively). The derived coefficients and the rms deviation of the fittings to the catalogued magnitudes of the standard stars are shown in Table 2.

The employed data set was that restricted to an error less than 0.04 mag, corresponding to the higher deviations found on the calibration fit. This value implies a magnitude limit of approximately 15 mag and leads to an average magnitude uncertainty of 0.05 mag (taking into account the calibration deviation).

The following analysis involving spatial information were developed using 2MASS data due to its large extraction area, good astrometry and the poor seeing of the optical data, which was employed mostly for CMD comparisons with the near-IR data.

3 NEW CENTRE DETERMINATION

The sparse aspect of NGC 1981 makes it difficult to estimate its centre, which is an essential step before a reasonable RDP can be obtained. Catalogued centre values are mainly intended for identification purposes and are generally imprecise. Therefore, we have estimated the centre of NGC 1981 by first selecting a region (see Fig. 2) around the coordinates given by DAML02. The search area was limited to the sky around the catalogued centre and did not

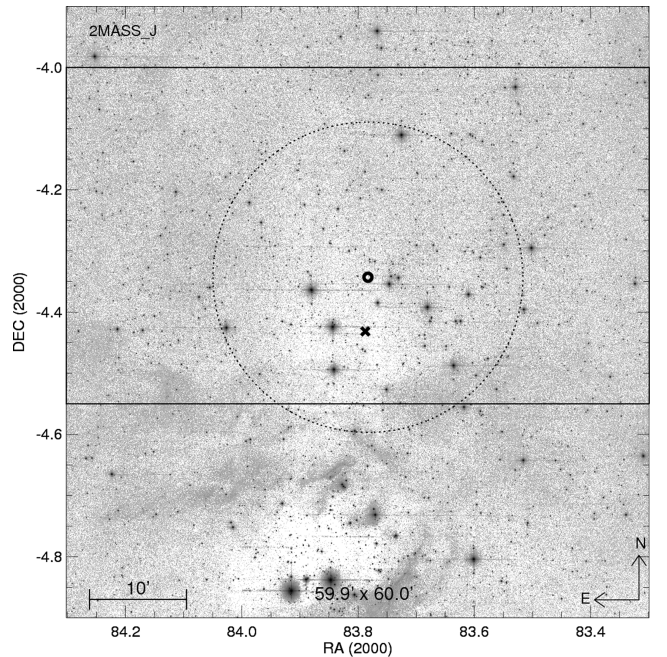


Figure 2. Sky chart of NGC 1981 showing the region used for centre determination (rectangle), the literature centre (cross), the calculated centre (circle) and the data extraction area for the decontamination method (dotted circle).

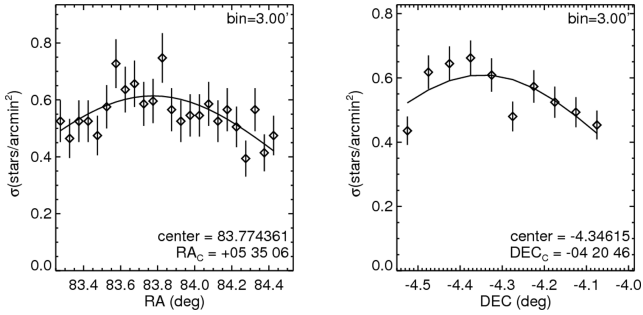


Figure 3. Gaussian fittings for the determination of central coordinates. Bin size on RA and Dec. is 3.0 arcmin. Error bars correspond to Poisson statistical errors.

include stars southward of $\delta = -4^{\circ}55'$ to avoid the nebulosity and contamination from NGC 1977.

Furthermore, the selected region was divided into bins of right ascension (RA) and declination (Dec.), and star counts were made inside them. We used these star counts to build spatial profiles and fitted a Gaussian function to the stars distribution on RA and Dec., adopting the centre of the fitted Gaussian as the cluster centre coordinate. Fig. 3 shows the Gaussian fitting obtained for bin size 3.0 arcmin and the resulting coordinates of the centre.

This procedure was applied to different bin sizes ranging from 0.25 to 4.00 arcmin and the resulting centre coordinates were used to create histograms showing the most recurrent RA and Dec. values. We adopted these values as the coordinates of the cluster centre. We also found no trends between the coordinates and the bin size. Fig. 4 shows this relationship and the histograms defining the cluster centre.

The adopted coordinates of the cluster centre are $\alpha = 83^{\circ}46'59'' = 5^{\text{h}}35^{\text{m}}08^{\text{s}}$ and $\delta = -04^{\circ}20'35''$. The histogram bin widths were chosen based on the standard deviation of the centre coordinates and account for an uncertainty of approximately 5 arcsec on α and δ . Fig. 2 shows that the calculated centre is 5.32 arcmin north and 0.27 arcmin east from the literature centre. The area used for centre determination and the data extraction region for the decontamination method (see Section 5) are also shown.

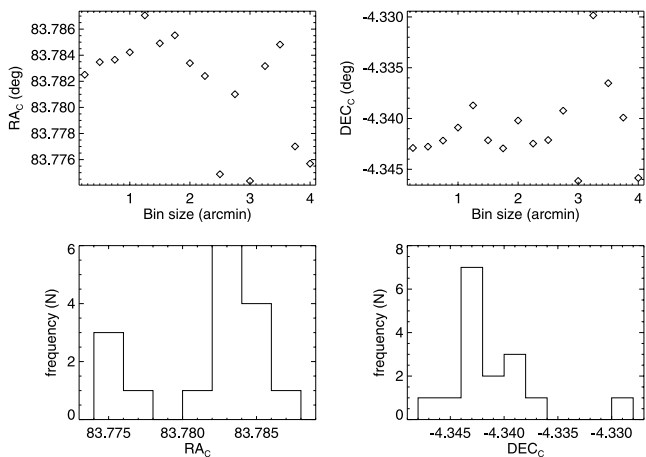


Figure 4. Relation between determined coordinates and the bin size (top). Histograms showing the most recurrent RA and Dec. for the cluster centre (bottom).

4 RADIAL DENSITY PROFILE

The structural properties of star clusters can be derived by means of a projected density profile such as the RDP. The RDPs of star clusters usually follow an analytical profile and can be described by functions with different parameters related to the cluster structure. These parameters include the tidal radius, core radius, core stellar density and background star density. However, young and sparse open clusters like NGC 1981 usually show little overdensity in comparison to the field making difficult the fitting of analytical functions and so the determination of their structural parameters.

In order to circumvent this problem, the density profile was built by superposing RDPs constructed by counting stars inside successive radial rings of fixed width up to 55 arcmin and then dividing by the area of the rings. Ring widths ranged from 0.75 to 2.00 arcmin, with 0.25 arcmin increments. The narrower rings are ideal to probe the core structure of the cluster while the larger ones are better to probe the external regions. This prevents either region of the cluster to be undersampled.

The possible contamination from NGC 1977 stars to the cluster population was investigated with separate radial profiles for the northern and southern region of NGC 1981 using semicircles based on the central declination ($\delta = -04^{\circ}20'35''$) determined in Section 3. Density maps were also built up to the extreme radius of 55 arcmin to allow for the discrimination of subtle stellar density differences between both regions. To obtain a good contrast on the resulting density map, an optimal radial bin of 2.5 arcmin was used to calculate the stellar density around each star. Fig. 5 shows the radial profiles of the north (top) and south (bottom) regions and the corresponding density maps (insets).

Although NGC 1977 is about 30 arcmin southwards it can be seen in Fig. 5 that the contribution from its stars clearly affects the density profile of the southern region of NGC 1981. Since it is not possible to tell the boundaries between the two clusters or readily distinguish their stars, we turned to the northern part of the density profile to investigate the structural properties of NGC 1981 by means of analytical density functions.

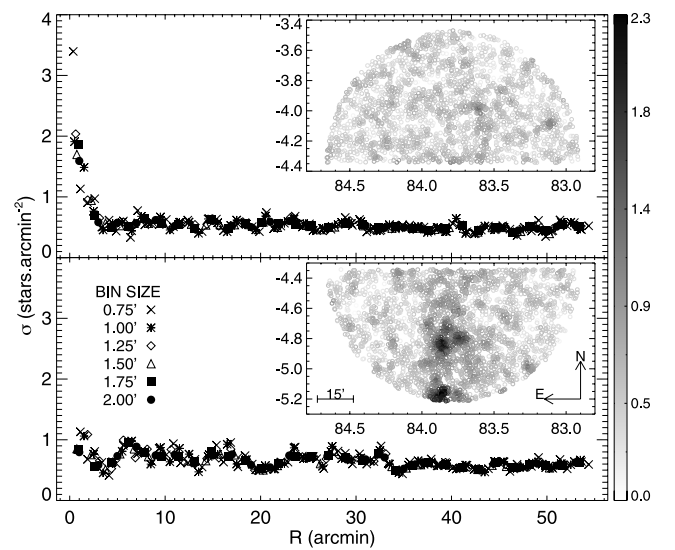


Figure 5. RDP of the north (top) and south (bottom) regions of NGC 1981. Stellar density maps of each region are also shown (insets). Radial ring sizes range from 0.75 to 2.00 arcmin. Colourbar on the right represents the stellar density (stars arcmin $^{-2}$) on the insets.

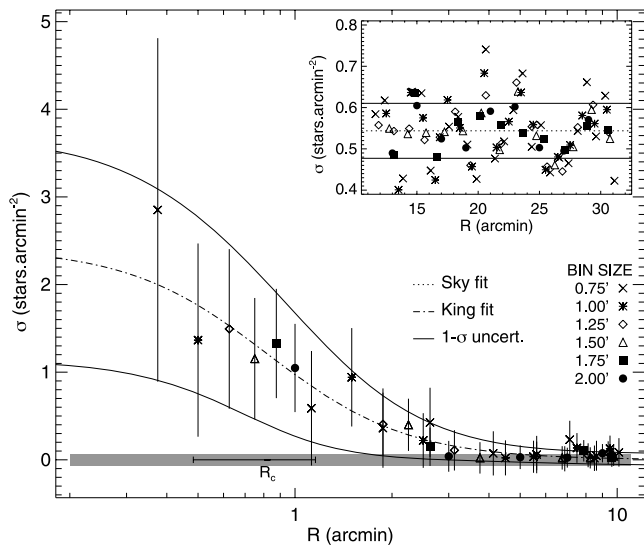


Figure 6. Two-parameter King-profile fittings. Background level was determined beyond 16 arcmin (inset). The determined core radius is indicated. Sky fluctuation is represented by a grey rectangle. Error bars denote 1σ Poissonian fluctuations.

Trials of King profile fittings were made on the density profile using the two-parameter modified density function introduced by King (1962):

$$f_2(R) = \sigma_{\text{bg}} + \frac{\sigma_0}{1 + (R/R_c)^2}. \quad (5)$$

To provide better convergence, the sky level (σ_{bg}) was estimated as the mean of the radial bins inside the range 16–32 arcmin and further subtracted from each radial ring to derive the central density (σ_0) and core radius (R_c) through the two-parameter King function. The fitting was weighted by the statistical Poissonian errors of the star counts inside each radial ring. Fig. 6 shows the fitting of the two-parameter function and the sky determination (inset) for the northern region of the cluster with the 1σ uncertainties of the fittings. The determined parameters R_c and σ_{bg} are also indicated with their associated errors.

The determined structural parameters were central density $\sigma_0 = 2.4 \pm 1.2$ stars arcmin $^{-2}$, core radius $R_c = 0.83 \pm 0.34$ arcmin and background level $\sigma_{\text{bg}} = 0.54 \pm 0.07$ stars arcmin $^{-2}$. A cluster limiting radius (R_{lim}) was estimated by visually inspecting the radius where stars from the cluster are completely merged with the background. We found $R_{\text{lim}} = 11 \pm 1$ arcmin for NGC 1981. Using the distance of 380 pc (see Section 6), 1 arcmin corresponds to 0.11 pc.

5 COLOUR-MAGNITUDE DIAGRAMS AND FIELD-STAR DECONTAMINATION

CMDs of open clusters usually present well-defined stellar sequences such as the main sequence (MS), turn-off and giant branch that provide essential information on the physical properties of these objects. However, the characterization of open clusters is often hindered by strong reddening and field-star contamination, especially for the objects projected against the Galactic centre or sparsely populated.

The identification of the cluster stars as opposed to the field-star contamination is very important in the study of these objects. Assessing membership using proper motion data is only available for

a small subset of the known open clusters, particularly the closest ones. An alternative method for disentangling cluster and field stars consists of using photometric data by means of statistical comparison of star samples taken from the cluster region and from an offset field. Our decontamination procedure is one of these methods and was based on the work of Bonatto & Bica (2007).

5.1 Decontamination procedure

A field-star decontamination procedure was carried out by firstly selecting an appropriate comparison field presenting stellar density and reddening similar to the cluster. While circular annular fields circumscribed to the cluster area are appropriated for clusters in dense regions and homogeneous backgrounds, they failed on regions affected by differential reddening or rapidly changing backgrounds. Therefore, an adjacent field with similar reddening was selected for NGC 1981 considering the nebulosity contamination from NGC 1977 in the southern region of the cluster. Regarding the cluster area, the data included stars within the inner 16 arcmin of the determined centre. This central region corresponds to the cluster visual radius, chosen to encompass the brightest B-type stars in the field.

We built 3D CMDs for both cluster and field-stars with J , $J - H$ and $J - K_s$ as axes. These colours provide better discrimination among the clusters sequences on the CMD (Bonatto, Bica & Girardi 2004). The diagrams were divided into small cells of average sizes $\Delta J = 0.6$ mag, $\Delta(J - H) = 0.3$ mag and $\Delta(J - K) = 0.3$ mag, corresponding roughly to ten times the average uncertainties in the colours. These cells are small enough to detect local variations of field-star contamination on the various sequences in the CMD, but large enough to accommodate a significant number of stars. The grids in Fig. 8 illustrate these cell sizes.

Initial cluster membership was assigned to cluster stars within each cell based on their overdensity with relation to the field stars, according to the relation $P = (N_{\text{clu}} - N_{\text{fld}})/N_{\text{clu}}$. Null probability was assigned whenever an excess of field stars over cluster stars occurred in a given cell. A subset of the original cluster sample was created by removing from each cell on the cluster CMD, the expected number of field stars as measured in the control field CMD based on their distance to the calculated centre of the cluster. Particularly, each cell on the cluster CMD had the stars most distant from the cluster centre removed and cells without cluster overdensity had all stars inside their limits removed.

In order to account for the initial choice of parameters, we applied the described method for different grid specifications by changing the position and size of the cells in each of the CMD axes. Cell positions were changed by shifting the entire grid one-third of the cell size in each direction. Cell sizes were increased and decreased by one-third of the average sizes in each of the CMD axes. Considering all possible configurations, 729 different grid sets were used to derive final membership probabilities by taking the average, median and mode of the membership obtained in each configuration for each star. An exclusion index was also created by noting how many times each star was removed from the sample and then normalizing by the number of grid configurations.

Possible effects of the offset-field selection were investigated by applying the method to three additional comparison fields 1° distant from the cluster in different directions northward of the cluster. The average, median and mode of the membership of each star, obtained from the multiple grid configurations, were compared once different offset fields were employed in the decontamination method. The offset-field selection implied mean deviations of 7 per cent on the

average membership, 8 per cent on the median membership and 12 per cent on the mode membership. These values were adopted as the general uncertainty of these statistical indicators. Final membership probabilities were thus assigned to each star by taking the average of the membership from each grid configuration.

The decontaminated sample was obtained by removing stars based on another two complementary criteria. First, stars with average membership value lower than 7 per cent or median membership value lower than 8 per cent were removed. Secondly, stars with exclusion index larger than 50 per cent were removed. The first criterion ensures the removal of stars that could present null membership, based on the uncertainties of each statistical indicator. The second criterion is based on the exclusion index and decontaminate the cluster sequences by removing the expected field population. The exclusion index threshold (50 per cent) was set to provide the removal of approximately the same number of stars removed by the first criterion.

The adopted criteria complement each other well, acting on different parts of the CMD and presenting very little overlapping of the removed stars. The first criterion removes stars with low membership probability, acting mainly on regions where the cluster and field population are entangled, presenting roughly the same density on the CMD. For NGC 1981, it represents the lower and mid-MS/pre-MS (PMS). For the second criterion, it is worth recalling that stars were removed from each cluster CMD cell according to the counts from the offset-field CMD and on the distance from the cluster centre. Therefore, the second criterion cleans the cluster sequences from the stars in the outer regions of the cluster and effectively removes from the CMD the stars where field population is dominant. It decontaminates the region of the PMS stars, mainly for the fainter regions ($J > 10$). Fig. 7 shows the decontamination domain of each criterion.

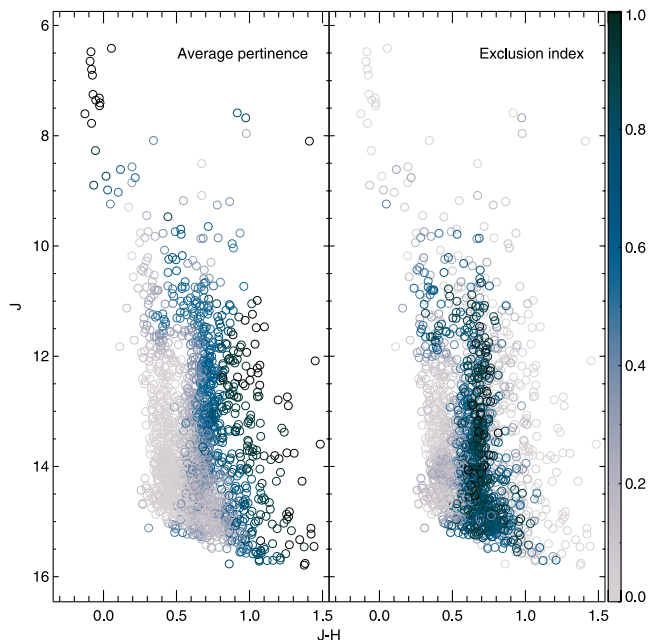


Figure 7. Decontamination domain of the complementary adopted criteria. Note that stars with lower membership probability (left) were removed by the first criterion whereas stars with higher exclusion index (right) were removed by the second criterion. The colourbar indicates both the membership probability (left-hand panel) and the exclusion index (right-hand panel) of stars.

5.2 Results on NGC 1981

In order to increase the statistical sample and better probe the field population, the procedure was applied on stars within 32 arcmin from the cluster centre and the resulting decontaminated sample, used in the subsequent analysis, was truncated at the visual radius of the cluster (16 arcmin). This truncation was done because the adjacent southern clouds associated to NGC 1977 yield a very reddened population which occupy a well-defined region in the CMD (see Section 8). The CMD locus of this reddened population does not overimpose that of most cluster stars, therefore not interfering with the decontamination procedure. However, even inside the visual radius, very reddened stars presenting $J - H > 0.9$ and $J - K_s > 1.2$ appear on the southern region of the cluster (crosses in Fig. 8). They were not properly sampled by the field population and therefore could neither be excluded by the procedure nor present reliable membership probabilities. These stars are likely members of NGC 1977. Fig. 9 shows the sky chart of NGC 1981 up to 16 arcmin, comparing the member and field population. Structural parameters derived in Section 4 are also indicated.

The number of stars removed from the contaminated sample does not account for the entire field population because the expected number of field stars measured on the offset field is still higher than the number of excluded stars. On average, each criterion removed 45 per cent of the field population while presenting a common exclusion rate of 5 per cent and a total decontamination efficiency of 85 per cent. Most of the exclusion takes place in the crowded areas of the CMD as 95 per cent of the stars excluded belong to the lower MS ($J > 12$).

The choice of the offset field accounts for an average deviation of 5 per cent in the number of stars left in the decontaminated subsamples (member stars). Moreover, the fraction of recurring member stars, independent of the offset field, is greater than 87 per cent. Fig. 8 compares cluster, field and decontaminated stars in the $J \times J - H$ and $J \times J - K_s$ diagrams.

5.3 Comparison with proper motion data

Proper motion data from UCAC2 (Zacharias et al. 2004) and UCAC3 (Zacharias et al. 2010) catalogues were used to investigate the reliability of the photometric memberships determined for the cluster stars. We selected stars within 15 arcmin from the cluster centre, with 2MASS photometry subject to the constraints described in Section 2.1 and only those with proper motions and their uncertainties. The corresponding samples amount to 159 objects in UCAC2 catalogue and 99 objects in UCAC3 catalogue.

Comparison of the UCAC2 proper motion with our membership results was done using the 2MASS designation to identify the common stars between the data sets. This allowed us to use our photometric membership to discriminate cluster and field stars on the vector point diagram (VPD) (Fig. 10, top panel). Although the photometric members present a concentration near $(\mu_{RA}, \mu_{Dec.}) = (0, 0)$, this is also true for the field stars, as can be more easily seen in the probability distribution histograms (bottom panels).

As the statistical distance between the cluster and field proper motion distributions is small, it is difficult to separate the populations. This effect becomes more accentuated for clusters where there is a large field to cluster member ratio or when the centroids of the proper motion distributions are very close to each other, such as in the case of NGC 1981. This problem has already been discussed by Cabrera-Cañó & Alfaro (1990) and Sánchez & Alfaro (2009) which proposed to use the spatial distribution of the stars, in addition to

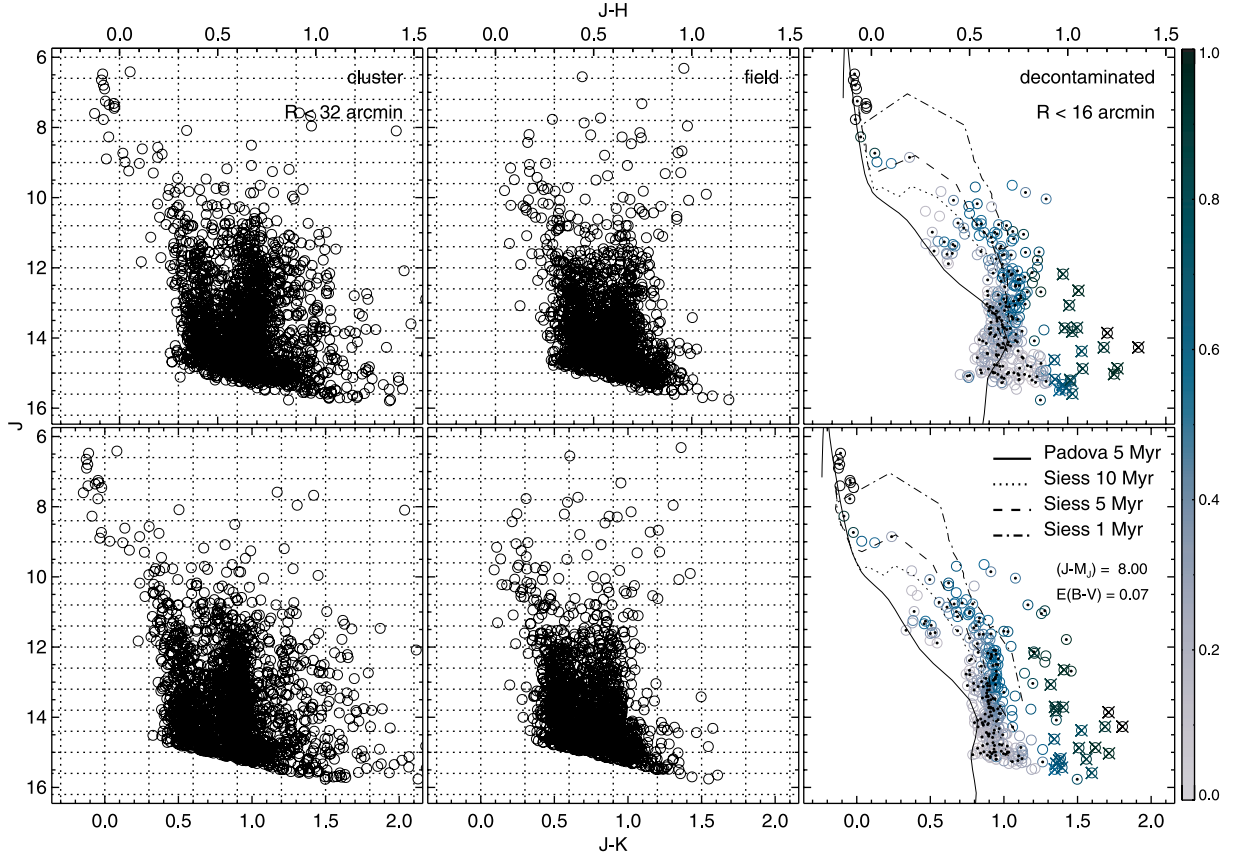


Figure 8. Cluster (left), field (middle) and decontaminated (right) CMDs using $J - H$ (top) and $J - K_s$ (bottom) colours. Very reddened stars, present in the southern region of the cluster were marked with crosses. Stars inside the R_{lim} are marked with dots. The average cell sizes are indicated by dotted grids. MS and PMS isochrone fittings are also shown on the right-hand panels. Colourbar on the right indicate the calculated cluster membership probability.

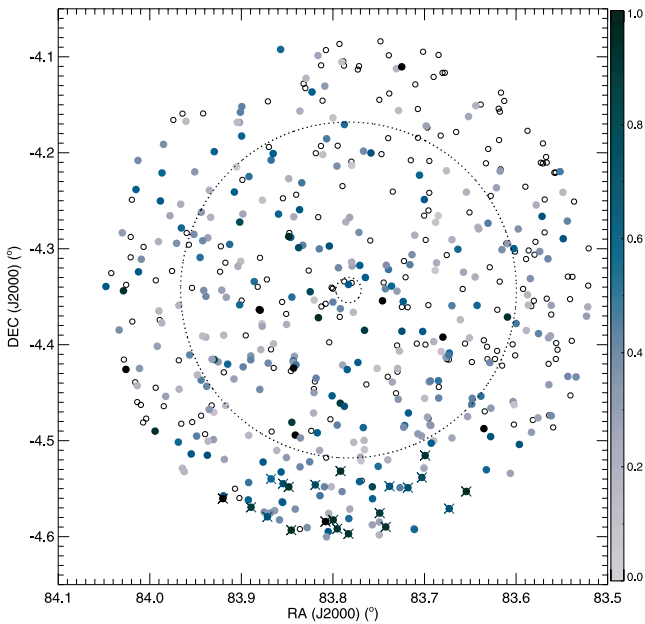


Figure 9. Sky chart comparing the removed field population (open circles) and remaining cluster stars (filled circles). Concentric circles represent the core radius and limiting radius, respectively. Very reddened stars are marked with crosses. Colourbar indicates assigned membership probabilities.

their proper motion distribution, to increase the statistical distance between the populations.

In fact, membership probabilities have been estimated for NGC 1981 by Dias et al. (2006) using UCAC2 proper motion of 160 stars within 15 arcmin of the cluster centre. The comparison between these memberships and the photometric memberships derived in this work shows a very poor correlation, as can be seen in Fig. 11 (left-hand panel). Although the small statistical distance between the populations may account for the large scattering in the proper motion membership, especially for the low-membership stars, it seems that the derived photometric memberships are, in average, underestimated in relation to the proper motion ones. This trend is still visible when the low-membership stars are removed from both the photometric and proper motion sample, although the correspondence between the samples improves as most of the remaining stars present membership differences smaller than 20 per cent (right-hand panel).

UCAC3 provided a complete new reduction of the Southern Proper Motion data that improved the proper motions of faint stars by a factor of 2 compared to UCAC2. Although this first release still presents some unsolved problems as described in Zacharias et al. (2010), we present a comparison of our results with proper motion from UCAC3 in Fig. 12. It is clear that UCAC3 VPD is sparser and less populated than that using UCAC2 data. However, it is currently not possible to realize the origin of this lack of stars (see section 8 in Zacharias et al. 2010). Additionally, while our

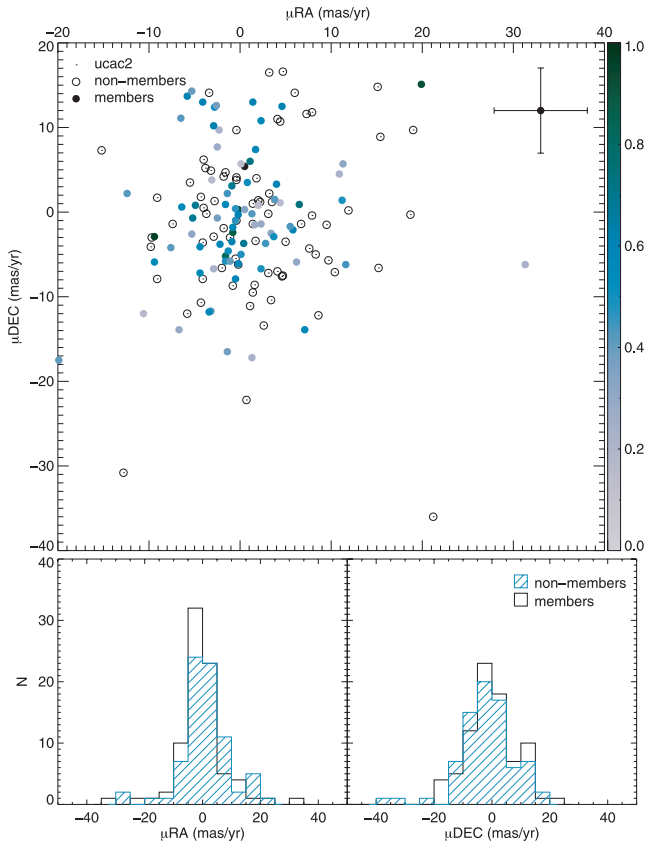


Figure 10. Correlation between our membership assignment and proper motion data taken from UCAC2 (top). Mean proper motion uncertainties are indicated. Probability distribution function of member and non-member stars are also shown in the bottom panels for RA (left) and Dec. (right) proper motion directions.

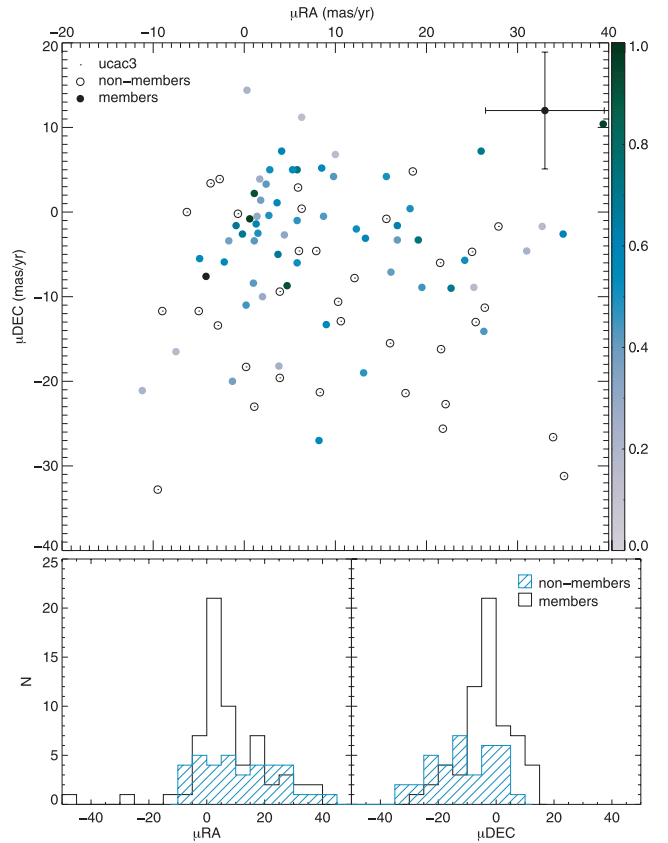


Figure 12. Similar to Fig. 10, but using UCAC3 proper motions.

sample and presenting larger photometric uncertainties, the optical data provided a larger spectral base for the CMD analysis and additional constraints on the physical parameters.

Astrophysical parameters were determined by means of fittings of Padova isochrones for 2MASS (Bonatto et al. 2004) and Johnson–Cousins (Marigo et al. 2008) filters on the decontaminated CMDs. PMS evolutionary tracks (Siess et al. 2000) were also employed. We chose only isochrones with overshooting and solar metallicity. As initial values for the cluster physical parameters we were guided by the previous studies of Kharchenko et al. (2005) and Bally (2008).

6.1 Age

The absence of evolved sequences in the CMDs due to the cluster youth makes determination of its age unreliable if one uses standard evolutionary models, i.e. those without accounting for PMS stars. PMS isochrone fittings suggest that stars with ages ranging from 1 to 10 Myr co-exist in the cluster and that most high-membership ($P > 0.6$) stars seem to fall between the young PMS isochrones of 1–5 Myr. This behaviour is also observed when only the innermost stars (inside the limiting radius) are considered. Fig. 8 shows the isochrone fittings on the decontaminated $J \times (J - H)$ and $J \times (J - K_s)$ CMDs along with the derived membership of stars. Fig. 13 shows the same fittings on the $V \times (V - I)$ and $V \times (V - J)$ CMDs. The average age derived for the cluster is 5 ± 1 Myr, based on isochrone fittings to both near-IR and optical data.

In photometric studies of star clusters, the MS turn-off is the most reliable feature for determining the age of these objects. However, the identification of this CMD feature in very young clusters is uncertain by the scarcity of massive stars and the isochrones lack

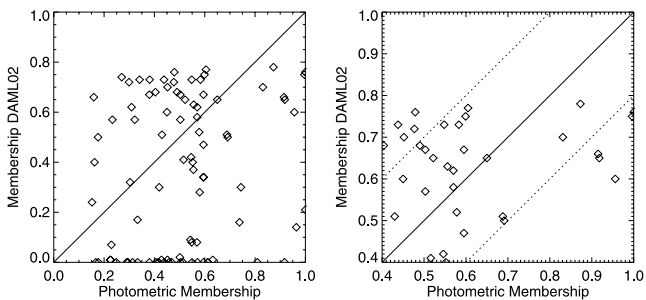


Figure 11. Correlation between the proper motion membership from DALM02 and our photometric memberships (left). Stars between the dotted lines have membership differences smaller than 20 per cent (right).

photometric analysis yields very entangled cluster and field populations in UCAC2 VPD, they are much better discriminated when proper motions from UCAC3 are considered (bottom panels of Fig. 10 and 12). Therefore, membership derived from UCAC3 proper motions might be in closer agreement with our photometric analysis.

6 ASTROPHYSICAL PARAMETERS

The optical data was correlated with the IR data allowing the membership probabilities derived from 2MASS data to be assigned to the stars with $BVRI$ photometry. Although shallower than the IR

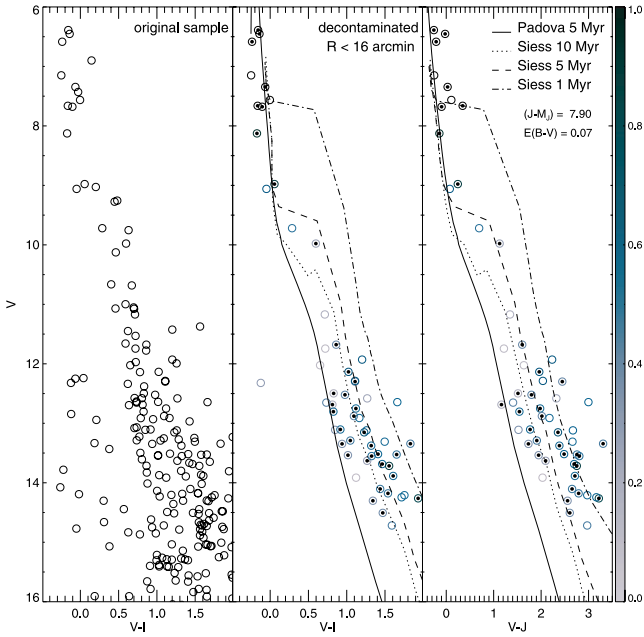


Figure 13. NGC 1981 decontaminated CMDs with optical data. Colours and symbols are the same as in Fig. 8.

of turn-off sensitivity. For these objects the turn-on, the CMD locus where the PMS stars joins the MS, is a good indicator of the age of the stellar population.

From the isochrone fittings shown in Fig. 8, it can be seen that NGC 1981 turn-on is at $J \approx 9$, corresponding to an age of 5 Myr. Cignoni et al. (2010) devised a method to derive the age of young stellar systems by detecting the PMS turn-on with the luminosity function (LF). The clustering of stars at magnitudes near the turn-on produces a bump in the LF that becomes increasingly fainter as the cluster ages. By using synthetic simple stellar populations they calibrated a relation between the magnitude M_V of this luminosity bump and the age of the population.

The reddening and distance modulus determined in the present work were used to construct LFs with M_J and M_V for both the original and decontaminated sample, which are shown in Fig. 14. In both cases, it was possible to identify a small bump in the LF at

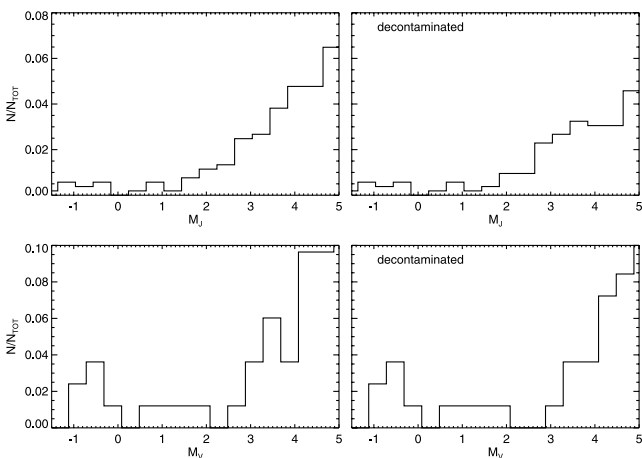


Figure 14. Luminosity functions in the IR (top) and optical (bottom) bands. The turn-on bumps at $M_V = 1.3$ and $M_J = 0.8$ can be identified on both original (left) and decontaminated (right) samples.

$M_J = 0.8 \pm 0.2$ and $M_V = 1.3 \pm 0.6$. This bump on the LF corresponds to the age 3.3 ± 2.7 Myr, according to the age calibration with M_V by Cignoni et al. (2010).

However, as stated by Cignoni et al. (2010), reliable identification of the turn-on can only be made in populous clusters containing at least ≈ 50 stars brighter than $M_V = 5$ in order to successfully detect the bump among the Poissonian fluctuations. Therefore, although we should use this result with caution, it is in agreement, within the uncertainties, with the age and distance modulus obtained by means of isochrone fittings.

6.2 Distance and reddening

Although there were small discrepancies in the derived parameters (mainly on reddening) from optical versus IR data, the mean determined values of distance modulus $J - M_J = 8.0 \pm 0.1$ and colour excess $E(B - V) = 0.07 \pm 0.03$ provided good isochrone fitting in both cases. With those values the true distance modulus is $(m - M)_0 = 7.9 \pm 0.1$, where we have used $A_J/A_V = 0.282$ and $A_V/E(B - V) = 3.09$ (Rieke & Lebofsky 1985), resulting in the distance of 380 ± 17 pc. The uncertainties were set to accommodate the values derived from the optimal fittings on both optical and IR CMDs. These values are similar to the values found by Kharchenko et al. (2005). The almost 50 per cent deviation between optical and IR reddening values deserves further discussion.

Although the literature reddening value provided a good isochrone fitting on the IR data, the reddening value obtained from the $V \times (V - I)$ CMD suggests that the extinction in the optical bands is larger by a factor of 2.

Reddening in the optical bands was also determined in a previous work (Maia 2007) by a linear fit to the zero-age main sequence, (ZAMS; Schmidt-Kaler 1982) in colour-colour diagrams as proposed by Munari & Carraro (1996). By selecting the diagram most sensitive to reddening (Fig. 15) and limiting our analysis to stars brighter than $V = 13$, we derived a reddening value of $E(B - V) = 0.11$, which is very close to the value obtained from our best isochrone fitting on the optical data.

The reddening in the cluster direction, as interpolated in the dust maps by Schlegel, Finkbeiner & Davis (1998), is $E(B - V) = 0.24 \pm 0.04$. Since these maps are sensitive to dust column density, this value can be considered as an upper limit to the cluster

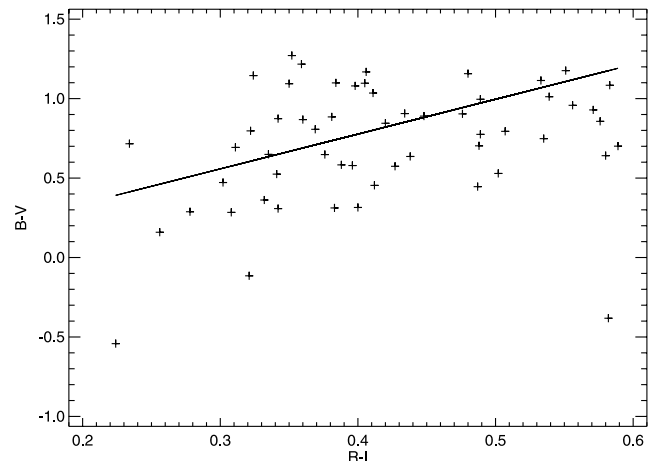


Figure 15. Colour-colour diagram with the optical data showing the ZAMS.

reddening. Also the cluster may be affected by differential reddening caused by the dust clouds in the region, especially for its southern part.

7 RADIAL MASS FUNCTION

To analyse the spatial dependence of the MF, the decontaminated LF in the J band determined in Section 6.2 was used to investigate the regions comprehended within the inner 5.5 arcmin (half limiting radius) and within the range between 5.5 arcmin and the limiting radius (11 arcmin) of NGC 1981. The decontaminated LFs were converted into one MF for each region by fitting a mass–luminosity relation (in J band) from the combined PMS and evolved isochrones of 5 Myr at solar metallicity. The power law $\phi(m) = Am^{-(1+\chi)}$, where A is a normalization factor and χ is the MF slope, was fitted to the data in both regions. The MFs were normalized by the number of stars (N) inside each region ($N = 25$ for the inner region and $N = 81$ for the outer region). The outer region MF fit was limited to stars less massive than $\approx 1 M_{\odot}$ due to its small number of brighter stars. The MFs of the selected regions are presented in Fig. 16, together with the power-law fits and the determined slopes.

Both regions have MFs that are flatter than the Salpeter (1955) one, with slopes $\chi = 0.65 \pm 0.08$ (inner region) and $\chi = -0.44 \pm 0.03$ (outer region). Total mass inside each region was calculated by summing over selected mass ranges. We obtained for the inner region $m = 30 \pm 6 M_{\odot}$ ($0.4 < m(M_{\odot}) < 6$) and for the outer region $m = 107 \pm 13 M_{\odot}$ ($0.2 < m(M_{\odot}) < 9$). For the inner region, the mass was also calculated by integrating the derived power law over the same mass range yielding $m = 38 \pm 2 M_{\odot}$. We should note that this mass implies an uniform distribution of stellar masses while the observed distribution of the brightest stars suffers from small number statistics.

The relaxation time of a star system can be defined as $t_{\text{relax}} = (N/8 \ln N)t_{\text{cross}}$, where $t_{\text{cross}} = R/\sigma_v$ is the crossing time, N is the total number of stars and σ_v is the velocity dispersion (Binney & Tremaine 1987; Lada & Lada 2003). By using the dispersion in proper motion given by DAML02 for 31 stars within 11 arcmin from the cluster centre with membership probability (derived by DAML02) above 50 per cent and assuming an isotropic distribution of spatial velocities, we estimated a mean velocity dispersion $\sigma_v \approx 8 \text{ km s}^{-1}$. Combining this information with the limiting radius,

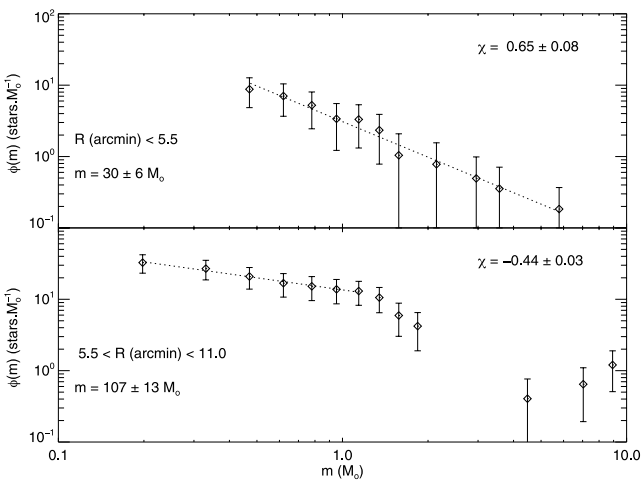


Figure 16. Mass function of stars inside the inner 5.5 arcmin (top) and within the range 5.5–11 arcmin (bottom). Power-law fittings, resulting slopes and total mass are indicated. Error bars correspond to 1σ fluctuations.

we get $t_{\text{cross}} = R/\sigma_v = 0.15 \text{ Myr}$ and $t_{\text{relax}} = 0.41 \text{ Myr}$ for $N = 106$ stars.

Although unexpected for such a young object, dynamical evolution can be responsible for rapid collapse of the cluster core causing mass segregation and evaporation of stars in outer regions. This may have occurred in NGC 1981 since the relaxation time of the cluster is much smaller than its age. As shown in Fig. 16, the MF slope is larger for the inner 5.5 arcmin than for the outer 5.5–11 arcmin annular region between the mass range $0.4\text{--}1.1 M_{\odot}$. This is in apparent contradiction with the expected consequences of dynamical evolution, i.e. the existence of an excess of low-mass stars and depletion of massive ones (eventually grouped in binaries and/or multiple systems) in the outer region compared to the inner region. However we indeed do not find any star with mass lower than $0.4 M_{\odot}$ in the inner region but 23 stars in the same mass range in the outer region, in agreement with the mass segregation scenario.

8 STAR DENSITY MAPS

We have mapped the projected spatial star density and the frequency of stars in different positions of the CMD (Hess diagram). First, we show in Fig. 17 the star density map and the corresponding Hess diagram of a large region around NGC 1981 including the Orion nebula cluster (ONC). Both diagrams were built by dividing the plots in square cells of 32 pixels on a side, which in Fig. 17 correspond to 5.6 arcmin for the spatial map, 0.1 in $(J - K_s)$ and 0.4 mag in J for the Hess diagram. The density diagrams are then smoothed by a cubic convolution interpolation method.

The data comprise all sources extracted from 2MASS catalogue obeying the photometric quality constraints mentioned in Section 2.1. The ONC dominates the density map southwards of NGC 1981 which the centre, as determined in Section 3, is indicated by a square. Even though, an overdensity compared to the adjacent neighbourhood can be noticed at the position of NGC 1981. The Hess diagram provides evidence that most of the stellar content in the ONC consists of red low-mass stars.

Smaller sky and CMD areas were considered around NGC 1981 in Fig. 18. The square cells of 32 pixels correspond to 2.4 arcmin for the spatial map and 0.02 in $(J - K_s)$, 0.3 mag in J for the Hess diagram. The spatial map has $1.3 \times 1.3 \text{ deg}^2$ and the associated Hess diagram has been limited to contain only stars with $(J - K_s) < 0.6$, thus excluding the reddest stars. Such a colour constraint clearly separates the spatial map in two regions: a denser star field northwards of NGC 1981 (but including it) and a more rarefied star field southwards of NGC 1981. It clearly reflects the presence of dust revealing a boundary between a heavy obscured stellar field and a region with lower extinction. It also indicates where the reddest stellar population lies in the area. The cut in colour eliminates

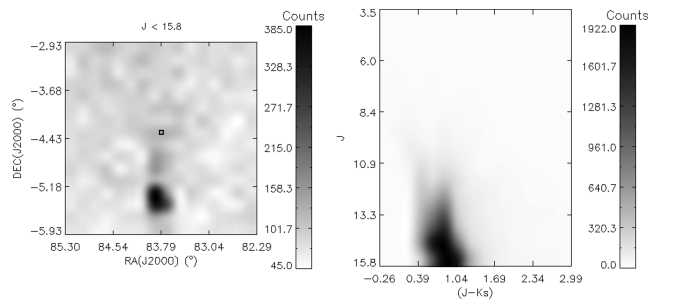


Figure 17. Star density map (left) and Hess diagram (right) of a region $3 \times 3 \text{ deg}^2$ centred in NGC 1981 (square) based on 2MASS data.

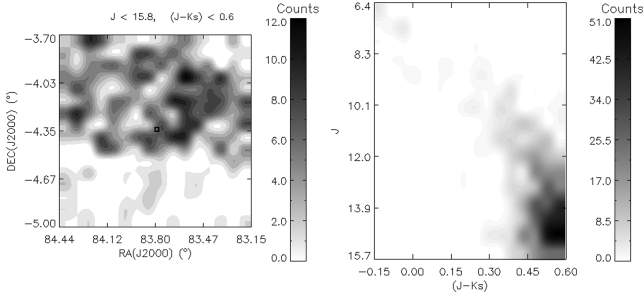


Figure 18. Same as Fig. 17 but for a smaller region centred in NGC 1981 and $(J - K_s) < 0.6$.

reddened stars by dust but also PMS stars, known to be abundant in the ONC region.

Fig. 19 shows the spatial stellar density plots for the same area as in Fig. 18, but with progressive cuts in star brightness, allowing one to connect the density peaks with different populations characterized by a limit magnitude. The plots show the emergence of NGC 1981 as the limiting magnitude varies from $J = 15.8$ to 10.

Although NGC 1981 is in a region of intense star formation with clouds of dust and gas, it has presently inhabited a relatively dust-free field, perhaps as a consequence of the cluster evolution. Its massive stellar content may have contributed to the energy release into the interstellar medium, either by means of exploding supernovae and/or winds due to radiation pressure. Our study concludes that NGC 1981 is a cluster older than the ONC and NGC 1977, which are still embedded in the parental gas and dust cloud, and

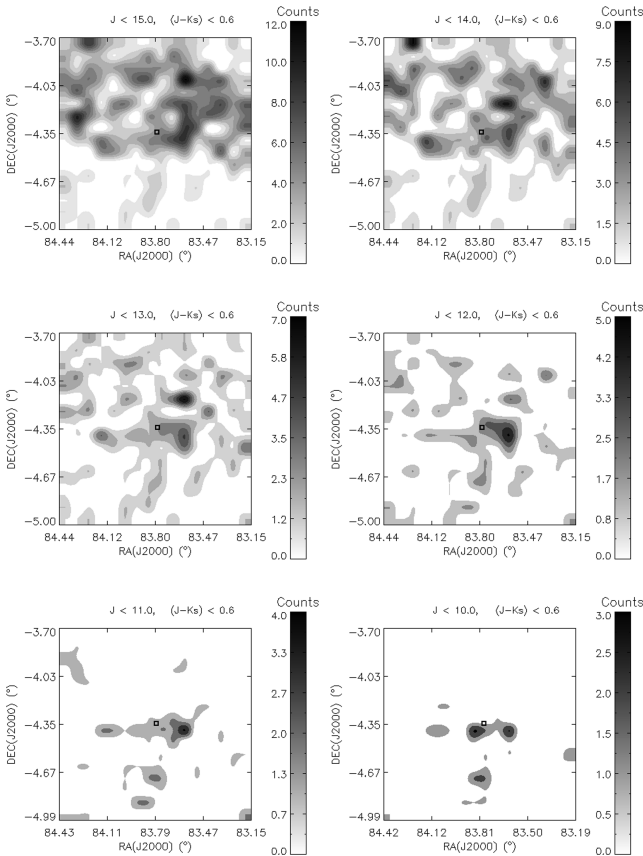


Figure 19. Star density maps for $(J - K_s) < 0.6$ and variable J magnitude limit as indicated.

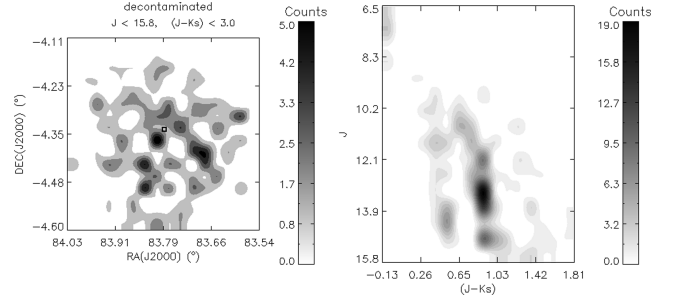


Figure 20. Decontaminated star density map (left) and Hess diagram (right) for a circular region of $R = 15$ arcmin centred in NGC 1981.

that its structure is best visualized by considering stars brighter than $J = 12$.

Fig. 20 shows the same analysis applied to probable members inside a circle of radius $R = 15$ arcmin centred in the cluster. As a consequence of the method applied for field decontamination, the cluster stellar content is more clearly defined down to the photometric limit of the data. The underlying stellar field and the cluster stellar population were indistinguishable in the previous contaminated diagrams for stars fainter than $J = 12$ (Figs 17–19). In Fig. 20, a population of PMS members stands out in the Hess diagram.

9 DISCUSSION AND CONCLUSIONS

We investigated the stellar object NGC 1981, a young star cluster in the Gould’s Belt nearby the ONC containing a small population of massive B-type stars. We employed near-IR data from 2MASS to calculate the cluster centre at $\alpha = 5^{\text{h}}35^{\text{m}}08^{\text{s}}$, $\delta = -04^{\circ}20'35''$ and to subsequently derive the structural parameters from King-profile fittings obtaining a core radius $R_c = 0.09 \pm 0.04$ pc and central density $\sigma_0 = (2 \pm 1) \times 10^2$ stars pc^{-2} . A limiting radius of $R_{\text{lim}} = 1.21 \pm 0.11$ pc was also derived from the RDP.

We devised a decontamination procedure based on the method by Bonatto & Bica (2007) to statistically remove the underlying field population from the cluster CMD by using an offset field to sample the background contamination. Tested on NGC 1981 with multiple offset fields, the procedure reliably presented an average field-star exclusion efficiency of 84 per cent, separating cluster members with an average deviation of 5 per cent in the number of stars. It also provides photometric membership for the member stars with average uncertainty of 6 per cent, depending on the selection of the offset field.

By using optical $BV(RI)_C$ data alongside 2MASS data, we performed isochrone fittings on the decontaminated data and determined average values of reddening $E(B - V) = 0.07 \pm 0.03$, distance modulus $(m - M) = 7.9 \pm 0.1$ ($d = 380 \pm 17$ pc) and age 5 ± 1 Myr. The relation between the turn-on M_V and age (Cignoni et al. 2010) was also used as an additional check for the cluster age. In this case the age derived was 3.3 ± 2.7 Myr. The scarcity of bright stars make this value unreliable as sole indicator of age. We use it to infer that the luminosity of the turn-on is consistent with the age and distance modulus found by isochrone fittings.

By comparing our derived memberships with proper motions from UCAC2 catalogue, we showed that while the small statistical distance between cluster and field populations may have hardened their separation in the VPD, the photometric method was capable to discern these very entangled populations. Indeed, by comparing our derived memberships with proper motions from UCAC3, we

were able to distinguish a clear concentration of member stars over a sparse distribution of non-member stars in the VPD.

We derived MFs for stars inside the inner 5.5 and 11 arcmin (limiting radius) and evaluated the total mass inside these regions: $m = 30 \pm 6 M_{\odot}$ and $m = 107 \pm 13 M_{\odot}$, respectively. After fitting a power law to the data, the calculated slopes $\chi = 0.65 \pm 0.08$ (inner region) and $\chi = -0.44 \pm 0.03$ (outer region) are flatter than the Salpeter MF, indicating a depletion of low-mass stars in the outer region relative to the inner region. Cluster evolution and mass segregation can explain this effect if the cluster has had time to dynamically evolve. In fact, by using proper motion data from DALM02 for stars inside the limiting radius, we have derived $t_{\text{cross}} = 0.15$ Myr and $t_{\text{relax}} = 0.41$ Myr, meaning that the cluster stars had time to interact gravitationally with each other forming binaries and/or multiple systems composed by massive stars that settle in the cluster centre and leading to the ejection of low-mass stars towards the cluster outer regions.

The cluster might have undergone mass loss in the earlier stages of the star-forming process leading to the present sparse structure. The energy released into the medium by the evolution of the most massive stars (i.e. by supernovae and stellar winds) may have cleared the cluster from its parental cloud of gas and dust causing a collapse of the core due to the changing gravitational potential and subsequent evaporation of stars in its outer regions.

Through stellar density maps, we discriminated the presence of an embedded red population of stars just south of NGC 1981. These stars are likely members of the young object NGC 1977 and still contaminate the southern population of NGC 1981. These maps also demonstrate the power of the procedure employed to disentangle field stars from the cluster population.

As the majority of young open clusters, NGC 1981 is not expected to live longer than a few Myr, evolving from its actual state of marginally bound system to a loose stellar association and finally dispersing itself into the Galactic disc.

ACKNOWLEDGMENTS

We thank the referee, G. Carraro, for helping to improve this paper. We also thank C. Bonatto for the insightful comments that helped to develop this work. We thank the Brazilian financial agencies FAPEMIG (grants APQ00154/08, APQ00117/08) and CNPq. We also thank the OPD staff for their support at the observatory. This publication makes use of data products from the Two Micron All Sky Survey, which is a joint project of the University of Massachusetts and the Infrared Processing and Analysis Center/California Institute of Technology, funded by the National Aeronautics and Space Administration and the National Science Foundation. This research has made use of the WEBDA data base, operated at the Institute for Astronomy of the University of Vienna, and of the SIMBAD data base, operated at CDS, Strasbourg, France. This research has made use of Aladin.

REFERENCES

- Bally J., 2008, in Reipurth Bo, ed., *Handbook of Star Forming Regions, Vol I: The Northern Sky*, ASP Monograph 4, p. 459
- Binney J., Tremaine S., 1987, *Galactic Dynamics*. Princeton Univ. Press, Princeton, NJ
- Bonatto C., Bica E., 2007, *MNRAS*, 377, 1301
- Bonatto C., Bica E., Girardi L., 2004, *A&A*, 415, 571
- Bonatto C., Santos J. F. C. Jr, Bica E., 2006, *A&A*, 445, 567
- Cabrera-Caño J., Alfaro E. J., 1990, *A&A*, 235, 94
- Cignoni M., Tosi M., Sabbi E., Nota A., Degl'Innocenti S., Prada Moroni P. G., Gallagher J. S., 2010, *ApJ*, 712, L63
- D'Antona F., 2002, in Geisler D., Grebel E. K., Minniti D., eds, *Proc. IAU Symp. 207, Extragalactic Star Clusters*. Astron. Soc. Pac., San Francisco, p. 599
- Dias W. S., Alessi B. S., Moitinho A., Lepine J. R. D., 2002, *A&A*, 389, 871 (DAML02)
- Dias W. S., Assafin M., Flório V., Alessi B. S., Líbero V., 2006, *A&A*, 446, 949
- Elias F., Alfaro E. J., Cabrera-Caño J., 2009, *MNRAS*, 397, 2
- Hron J., 1987, *A&A*, 176, 34
- Jacobson H. R., Pilachowski C. A., Friel E. D., 2008, in Funes J. G., Corsini E. M., eds, *ASP Conf. Ser. Vol 396, Formation and Evolution of Galaxy Disks*. Astron. Soc. Pac., San Francisco, p. 73
- Kharchenko N. V., Piskunov A. E., Röser S., Schilbach E., Scholz R. D., 2005, *A&A*, 438, 1163
- King I., 1962, *AJ*, 67, 471
- Lada C. J., Lada E. A., 2003, *ARA&A*, 41, 57
- Landin N. R., Ventura P., D'Antona F., Mendes L. T. S., Vaz L. P. R., 2006, *A&A*, 456, 269
- Landolt A. U., 1992, *AJ*, 104, 340
- Lesh J. R., 1968, *ApJS*, 17, 371
- Maia F. F. S., 2007, MSc dissertation, Universidade Federal de Minas Gerais, Brazil
- Marigo P., Girardi L., Bressan A., Groenewegen M. A. T., Silva L., Granato G. L., 2008, *A&A*, 482, 883
- Muench A., Getman K., Hillenbrand L., Preibisch T., 2008, in Reipurth Bo, ed., *Handbook of Star Forming Regions, Vol I: The Northern Sky*, ASP Monograph 4, p. 483
- Munari U., Carraro G., 1996, *A&A*, 314, 108
- Pavani D. B., Bica E., 2007, *A&A*, 468, 139
- Piatti A. E., Clariá J. J., Abadi M. G., 1995, *AJ*, 110, 2813
- Piskunov A. E., Kharchenko N. V., Röser S., Schilbach E., Scholz R. D., 2006, *A&A*, 445, 545
- Pöppel W. G. L., 2001, in Montmerle T., André P., eds, *ASP Conf. Ser. Vol. 243, From Darkness to Light: Origin and Evolution of Young Stellar Clusters*. Astron. Soc. Pac., San Francisco, p. 667
- Rieke G. H., Lebofsky M. J., 1985, *ApJ*, 288, 618
- Salpeter E., 1955, *ApJ*, 121, 161
- Sánchez N., Alfaro E. J., 2009, *ApJ*, 696, 2086
- Santos J. F. C. Jr, Bonatto C., Bica E., 2005, *A&A*, 442, 201
- Schlegel D. J., Finkbeiner D. P., Davis M., 1998, *ApJ*, 500, 525
- Schmidt-Kaler Th., 1982, in *Landolt-Bornstein New Series Vol. 2b: Astronomy and Astrophysics/Star and Star clusters*. Springer-Verlag, Newbak, p. 14
- Sestito P., Bragaglia A., Randich S., Pallavicini R., Andrievsky S. M., Korotin S. A., 2008, *A&A*, 488, 943
- Sharpless S., 1952, *ApJ*, 116, 251
- Siess L., Dufour E., Forestini M., 2000, *A&A*, 358, 593
- Skrutskie M. F. et al., 2006, *AJ*, 131, 1163
- Subramaniam A., Gorti U., Sagar R., Bhatt H. C., 1995, *A&A*, 302, 86
- Zacharias N., Urban S. E., Zacharias M. I., Wycoff G. L., Hall D. M., Monet D. G., Rafferty T. J., 2004, *AJ*, 127, 3043
- Zacharias N. et al., 2010, *AJ*, 139, 2184

This paper has been typeset from a $\text{\TeX}/\text{\LaTeX}$ file prepared by the author.