

UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO GRANDE DO SUL
INSTITUTO DE FÍSICA

**Determinação de Parâmetros Astrofísicos de
Aglomerados Abertos**

Denilso da Silva Camargo

Dissertação realizada sob orientação dos
Drs. Charles J. Bonatto e Eduardo L. Da-
miani Bica e apresentada ao Instituto de
Física da UFRGS em preenchimento par-
cial dos requisitos para a obtenção do título
de Mestre em Física.

Porto Alegre

Novembro, 2007

À Josy pelo carinho, paciência e dedicação.

Resumo

O objetivo desse trabalho é derivar parâmetros fundamentais (*idade, avermelhamento e distância*) e estruturais (*densidade central, raio de core e raio limite*) de aglomerados abertos. Estas quantidades astrofísicas são, frequentemente, usadas para estudar as características globais da Via Láctea através de fenômenos estelares em pequena escala. Com esse propósito, analisamos os *diagramas cor-magnitude* (CMD) e *perfil de densidade radial* RDPs construídos com a fotometria 2MASS descontaminada das estrelas de campo e filtrada em cor-magnitude (CM), respectivamente. As estrelas de campo são, em geral, um importante componente de contaminação dos CMDs, particularmente para aglomerados abertos com baixa latitude e/ou aqueles projetados sobre o bojo. A descontaminação por estrelas de campo foi aplicada para realçar a morfologia intrínseca do CMD dos aglomerados abertos, e os filtros cor-magnitude foram usados para isolar estrelas com grande probabilidade de serem membros do aglomerado, para o estudo da sua estrutura.

O catálogo 2MASS foi empregado no presente estudo por sua homogeneidade e disponibilidade de grandes áreas de extração dos dados.

Os parâmetros fundamentais foram derivados a partir do CMD, por meio do ajuste de uma isócrona de Padova de metalicidade solar, computada com os filtros J, H e K_s do 2MASS.

Os parâmetros estruturais foram derivados por meio dos RDPs, definidos como a distribuição radial da densidade de estrelas projetada em torno do centro do aglomerado. Os RDPs foram construídos com estrelas selecionadas após a aplicação do filtro CM sobre a fotometria observada.

No presente estudo, 19 candidatos a aglomerados abertos foram analisados através da fotometria 2MASS. A amostra é composta de 10 candidatos a aglomerado aberto no domínio óptico e 9 infravermelhos. Obtivemos os parâmetros astrofísicos para 16 objetos.

Abstract

The aim of this work is to derive fundamental and structural parameters of open clusters. These astrophysical quantities are often used to study the global characteristics of the Milky Way down to very local stellar phenomena. To this purpose, we analyse the 2MASS colour-magnitude diagrams (CMDs) and stellar radial density profiles (RDPs) built after field-star decontamination and colour-magnitude filtered photometry. Field-stars are usually an important component of wide-field CMDs, particularly of low-latitude star clusters and/or those projected against the bulge. Field-star decontamination is applied to uncover the cluster's intrinsic CMD morphology, and colour-magnitude filters are used to isolate stars with high probability of being cluster members in view of structural analyses. The use of field-star decontamination and colour-magnitude filters have produced more robust parameters.

The 2MASS catalogue was employed in the present study because of the homogeneity and the possibility of large-area data extractions.

Cluster's fundamental parameters (*reddening, distance and age*) are derived from the CMD, by means of solar-metallicity Padova isochrones computed with the 2MASS J, H and K_s filters.

Structural parameters (*central density, core and limiting radii*) are derived by means of RDPs, defined as the projected radial distribution of the number-density of stars around the cluster centre. RDPs are built with stars selected after applying the respective colour-magnitude filter to the observed photometry.

In the present study 19 candidates are analyzed with 2MASS photometry. The sample includes 10 optical and 9 infrared open cluster candidates. We obtained astrophysical parameters for 16 objects.

Sumário

| | |
|---|------------|
| Sumário | iv |
| Lista de Tabelas | vi |
| Lista de Figuras | vii |
| Notação | xii |
| 1 Introdução | 1 |
| 1.1 Aglomerados Estelares | 3 |
| 1.1.1 Aglomerados Globulares | 4 |
| 1.1.2 Aglomerados Abertos | 5 |
| 1.2 Dissolução de Aglomerados estelares | 6 |
| 1.2.1 Perda primordial de gás | 6 |
| 1.2.2 Evolução Estelar e Dinâmica | 6 |
| 1.2.3 Relaxação | 7 |
| 1.2.4 Rotação diferencial | 8 |
| 1.2.5 Efeitos de Maré | 8 |
| 1.3 Aglomerados Embebidos em Nuvens Moleculares | 8 |
| 1.4 Remanescentes de Aglomerados Abertos | 10 |
| 1.5 Aglomerados Abertos e Propriedades do Disco | 10 |
| 1.6 O Presente Trabalho | 12 |
| 2 Métodos de Análise | 13 |
| 2.1 Fotometria 2MASS | 14 |
| 2.1.1 Erros Fotométricos Típicos | 15 |
| 2.2 Diagrama Cor-Magnitude (CMD) | 16 |
| 2.2.1 Descontaminação das Estrelas de Campo | 19 |

| | | |
|----------|---|-----------|
| 2.3 | Perfil de Densidade Radial | 23 |
| 3 | OCs Ópticos | 25 |
| 3.1 | Czernik 12 | 26 |
| 3.2 | Czernik 7 | 28 |
| 3.3 | Ruprecht 172 | 34 |
| 3.4 | Berkeley 63 | 36 |
| 3.5 | Berkeley 84 | 39 |
| 3.6 | Berkeley 91 | 45 |
| 3.7 | Czernik 6 | 46 |
| 3.8 | Ruprecht 46 | 52 |
| 3.9 | Ruprecht 141 | 55 |
| 3.10 | Ruprecht 144 | 56 |
| 3.11 | Resultados | 62 |
| 4 | OCs Infravermelhos | 64 |
| 4.1 | FSR 133 | 65 |
| 4.2 | FSR 1471 | 67 |
| 4.3 | FSR 1430 | 67 |
| 4.4 | FSR 1521 | 72 |
| 4.5 | FSR 101 | 75 |
| 4.6 | FSR 190 | 81 |
| 4.7 | Resultados | 84 |
| 5 | OCs sem parâmetros | 86 |
| 5.1 | FSR 162 | 86 |
| 5.2 | FSR 178 | 86 |
| 5.3 | FSR 198 | 87 |
| 6 | Considerações Finais | 93 |
| | Referências Bibliográficas | 97 |

Lista de Tabelas

| | | |
|-----|--|----|
| 3.1 | Coordenadas WEBDA e otimizadas. | 62 |
| 3.2 | Parâmetros fundamentais da amostra de aglomerados abertos no domínio óptico, derivados a partir da fotometria 2MASS descontaminada das estrelas do campo. O erro médio nas distâncias ao Sol e Galactocêntrica é de ± 0.1 kpc. | 62 |
| 3.3 | Parâmetros estruturais da amostra de aglomerados abertos no domínio óptico, derivados a partir da fotometria 2MASS com a aplicação do filtro CM. | 63 |
| 4.1 | Parâmetros fundamentais derivados para a amostra de aglomerados abertos infravermelhos. O erro médio nas distâncias ao Sol e Galactocêntrica é de ± 0.1 kpc. | 84 |
| 4.2 | Parâmetros estruturais da amostra de aglomerados abertos infravermelhos derivados a partir da fotometria 2MASS com a aplicação do filtro CM. | 84 |

Lista de Figuras

| | | |
|-----|---|----|
| 2.1 | Número cumulativo de estrelas (%) em função da incerteza nas 3 bandas do 2MASS para Cz 6. A linha sólida representa ϵ_J , a linha tracejada ϵ_H e a linha pontilhada ϵ_{K_s} | 16 |
| 3.1 | Imagem XDSS na banda R ($10' \times 10'$) centrada nas coordenadas otimizadas de Cz 12. | 26 |
| 3.2 | CMD 2MASS $J \times (J - H)$ de Cz 12. Painel (a): CMD observado $J \times (J - H)$ para a região central ($R = 2'$) do objeto. Painel (c): CMD descontaminado das estrelas de campo e com o ajuste de uma isócrona de Padova de 1.9 Ganos (linha sólida). Painel (b): estrelas de campo extraídas de um anel externo da amostra e de mesma área da região central. Painel (d): mostra o painel (c) acrescido do filtro CM. | 27 |
| 3.3 | CMD 2MASS $J \times (J - H)$ descontaminado da contribuição do campo para Cz 12. Painel (a): mostra o limite inferior de 1.2 Ganos para o ajuste de isócrona. Painel (b): mostra o limite superior de 2.5 Ganos para o ajuste de isócrona. | 29 |
| 3.4 | Perfil de densidade radial de Cz 12 filtrado em cor-magnitude. O retângulo hachurado horizontal representa a contribuição das estrelas de campo. A linha sólida mostra o ajuste por um perfil de King e a região hachurada representa a incerteza de 1σ no ajuste. | 30 |
| 3.5 | Idem à legenda da Fig. 3.1 para Cz 7. | 31 |
| 3.6 | Idem à Fig. 3.2 para Cz 7 com isócrona de 2 Ganos e $R = 2.5'$ | 32 |
| 3.7 | CMDs 2MASS $J \times (J - K_s)$. Painel (a): CMD observado $J \times (J - K_s)$ para a região central ($R = 2.5'$) de Cz 7. Painel (b): estrelas de campo extraídas de um anel externo da amostra e de mesma área da região central. Painel (c): CMD descontaminado das estrelas de campo e com o ajuste de uma isócrona de Padova de 2 Ganos (linha sólida). | 33 |

| | | |
|------|--|----|
| 3.8 | Idem à legenda da Fig. 3.3 para Cz 7. | 34 |
| 3.9 | Idem à legenda da Fig. 3.1 para Ru 172. | 35 |
| 3.10 | Imagem do 2MASS (300") para Ru 172. | 36 |
| 3.11 | Idem à Fig. 3.2 para Ru 172 com isócrona de 1.4 Ganos e $R = 3'$. . . | 37 |
| 3.12 | Idem à legenda da Fig. 3.3 para Ru 172. | 38 |
| 3.13 | Imagem XDSS na banda R ($10' \times 10'$) centrada nas coordenadas otimizadas de Be 63. | 39 |
| 3.14 | CMD 2MASS $J \times (J - H)$ de Be 63. Painel (a): CMD observado $J \times (J - H)$ para a região central ($R = 3'$) do objeto. Painel (b): CMD descontaminado das estrelas de campo e com o ajuste de uma isócrona de Padova de 1 Gano (linha sólida). Painel (c): estrelas de campo extraídas de um anel externo da amostra e de mesma área da região central. Painel (d): mostra o painel (c) acrescido do filtro CM. | 40 |
| 3.15 | Perfil de densidade radial de Be 63 filtrado em cor-magnitude. O retângulo hachurado horizontal representa a contribuição das estrelas de campo. A linha sólida mostra o ajuste por um perfil de King e a região hachurada representa a incerteza de 1σ no ajuste. | 41 |
| 3.16 | Idem à legenda da Fig. 3.1 para Be 84. | 42 |
| 3.17 | Idem à Fig. 3.2 para Be 84 com isócrona de 360 Manos e $R = 2'$ | 43 |
| 3.18 | Idem à legenda da Fig. 3.3 para Be 84. A figura interna ao painel mostra o perfil construído para excesso de estrelas presente no CMD. | 44 |
| 3.19 | Idem à legenda da Fig. 3.1 para Be 91. | 45 |
| 3.20 | Idem à Fig. 3.2 para Be 91 com isócrona de 200 Manos e $R = 3'$ | 47 |
| 3.21 | Idem à legenda da Fig. 3.3 para Be 91. | 48 |
| 3.22 | Idem à legenda da Fig. 3.1 para Cz 6. | 49 |
| 3.23 | Idem à Fig. 3.2 para Cz 6 com isócrona de 2 Ganos e $R = 2'$ | 50 |
| 3.24 | Idem à legenda da Fig. 3.3 para Cz 6. | 51 |
| 3.25 | Imagem XDSS ($5' \times 5'$) na banda R para Ru 46. | 52 |
| 3.26 | Idem à Fig. 3.2 para Ru 46 com isócrona de 1.4 Ganos e $R = 2'$ | 53 |
| 3.27 | RDP de Ru 46 filtrado em cor-magnitude. | 54 |
| 3.28 | Imagem XDSS na banda R ($30' \times 30'$) centrada nas coordenadas otimizadas de Ru 141. | 55 |
| 3.29 | Idem à Fig. 3.2 para Ru 141 com isócrona de 32 Manos e $R = 3'$ | 57 |

| | | |
|------|--|----|
| 3.30 | Painel (a): perfil de densidade radial das estrelas em Ru 141 filtrado em cor-magnitude, construído com a fotometria 2MASS e as coordenadas otimizadas. O retângulo hachurado horizontal representa a contribuição das estrelas de campo. A linha sólida mostra o ajuste por um perfil de King e a região hachurada ao seu redor representa a incerteza de 1σ no ajuste. Painel (b): perfil de densidade radial construído com a fotometria 2MASS e as coordenadas WEBDA. O RDP apresenta uma depressão em $R = 0'$ | 58 |
| 3.31 | Imagem XDSS na banda R ($30' \times 30'$) centrada nas coordenadas otimizadas de Ru 144. | 59 |
| 3.32 | Idem à Fig. 3.2 para Ru 144 com isócrona de 450 Manos e $R = 3'$. A seqüência quase vertical para $(J - H) \gtrsim 0.75$ pode ser resultado da contaminação por estrelas do bojo | 60 |
| 3.33 | Idem à legenda da Fig. 3.3 para Ru 144.. . . . | 61 |
| 4.1 | Imagem do 2MASS ($300''$) na banda K_s centrada nas coordenadas de FSR 133. O círculo aberto indica a parte central do objeto. | 65 |
| 4.2 | CMD 2MASS $J \times (J - H)$ para FSR 133. Painel (a): CMD observado $J \times (J - H)$ para a região central ($R = 3'$). Painel (b): CMD descontaminado das estrelas de campo e com o ajuste de uma isócrona de Padova de 550 Manos (linha sólida). Painel (c): estrelas de campo extraídas de um anel externo da amostra e de mesma área que a região central. Painel (d): mostra o painel (b) acrescido do filtro CM. | 66 |
| 4.3 | Perfil de densidade radial das estrelas em FSR 133 filtrado em cor-magnitude. O retângulo hachurado horizontal representa o nível de contribuição do campo. A linha sólida mostra o ajuste por um perfil de King e a região hachurada ao seu redor representa a incerteza de 1σ no ajuste. | 68 |
| 4.4 | Imagem do 2MASS na banda K_s centrada nas coordenadas de FSR 1471. O círculo aberto indica a parte central do objeto. | 69 |
| 4.5 | Idem à legenda de Fig. 4.2 para FSR 1471 com ajuste de isócrona de 550 Manos e $R = 3'$ | 70 |
| 4.6 | Perfil de densidade radial das estrelas de FSR 1471. Idem à legenda da Fig. 4.3. | 71 |

| | | |
|------|---|----|
| 4.7 | Imagem do 2MASS na banda K_s centrada nas coordenadas de FSR 1430. O círculo aberto indica a parte central do objeto. | 72 |
| 4.8 | CMD 2MASS $J \times (J - H)$ de FSR 1430. Idem à legenda da Fig. 4.2 com isócrona de 1.3 Ganos e $R = 3'$ | 73 |
| 4.9 | Idem à legenda da Fig. 4.3 para FSR 1430. | 74 |
| 4.10 | Imagem do 2MASS na banda K_s centrada nas coordenadas de FSR 1521. O círculo aberto indica a parte central do objeto. | 75 |
| 4.11 | CMD 2MASS $J \times (J - H)$ de FSR 1521. Idem à legenda da Fig. 4.2, para uma isócrona de 3.2 Ganos e $R = 3'$ | 76 |
| 4.12 | RDP das estrelas em FSR 1521. Idem à legenda da Fig. 4.3. | 77 |
| 4.13 | Imagem do 2MASS na banda K_s centrada nas coordenadas de FSR 101. O círculo aberto indica a parte central do objeto. | 78 |
| 4.14 | Idem à legenda da Fig. 4.2 para FSR 101 com uma isócrona de 890 Manos e $R = 3'$ | 79 |
| 4.15 | RDP de FSR 101 filtrado em cor-magnitude. Idem à legenda da Fig. 4.3 | 80 |
| 4.16 | Imagem do 2MASS ($250''$) na banda K_s centrada nas coordenadas de FSR 190. O círculo aberto indica a parte central do objeto. | 81 |
| 4.17 | Idem à legenda da Fig. 4.2 para FSR 190 com isócrona de 1.4 Ganos e $R = 2'$ | 82 |
| 4.18 | Perfil de densidade radial de FSR 190. Idem à legenda da Fig. 4.3 | 83 |
| 4.19 | Gráfico comparativo do R_{core} de FSR e do presente trabalho. | 85 |
| 5.1 | Imagem do 2MASS, na banda K_s ($250''$), de FSR 162 com as coordenadas otimizadas e de FSR 2007, respectivamente. O círculo aberto indica a parte central do objeto. | 87 |
| 5.2 | Painel (a): CMD observado $J \times (J - H)$ para a região central ($R = 3'$) de FSR 162. Painel (b): estrelas de campo extraídas de um anel externo da amostra e de mesma área da região central. Painel (c): CMD descontaminado das estrelas de campo e com o ajuste de uma isócrona de Padova de 630 Manos (linha sólida). Painel (d): RDP observado sem ajuste por uma lei de King. | 88 |
| 5.3 | Imagem do 2MASS na banda K_s centrada nas coordenadas de FSR 178. O círculo aberto indica a parte central do objeto. | 89 |

| | | |
|-----|--|----|
| 5.4 | Painel (a): CMD observado $J \times (J - H)$ para a região central ($R = 3'$) de FSR 178. Painel (b): estrelas de campo extraídas de um anel externo da amostra e de mesma área da região central. Painel (c): CMD descontaminado das estrelas de campo e com o ajuste de uma isócrona de Padova de 400 Manos (linha sólida). No painel (d): RDP observado sem ajuste. | 90 |
| 5.5 | Imagem do 2MASS, na banda K_s , de FSR 198 . O círculo aberto indica a parte central do objeto. | 91 |
| 5.6 | Painel (a): CMD observado $J \times (J - H)$ para a região central ($R = 3'$) de FSR 198. Painel (b): estrelas de campo extraídas de um anel externo da amostra e de mesma área da região central. Painel (c): CMD descontaminado das estrelas de campo e com o ajuste de uma isócrona de Padova de 3.5 Ganos (linha sólida). No painel (d): RDP sem o ajuste por uma lei de King. | 92 |

Notação

As seguintes siglas foram freqüentemente utilizadas no texto:

2MASS - The Two Micron All Sky Survey.

OC - open cluster.

GC - aglomerado globular.

CMD - diagrama cor-magnitude.

RDP - perfil de densidade radial.

Filtro CM - filtro cor-magnitude.

NMG - nuvem molecular gigante.

FMI - função de massa inicial.

Manos - milhões de anos.

Ganos - bilhões de anos.

HB - ramo horizontal

Capítulo 1

Introdução

Por séculos, antes do advento da luz artificial, nossos ancestrais olharam para o céu noturno com grande familiaridade. O conhecimento das posições relativas das estrelas e de seus padrões de repetição foi valioso, dando poder para sacerdotes e ajudando agricultores e marinheiros. Observando o céu noite após noite eles perceberam as mudanças sazonais das constelações, a Via Láctea, uma espetacular faixa de estrelas cruzando o céu noturno, o brilho das “*estrelas cadentes*” e os planetas fazendo seus caminhos através das constelações ao longo da eclíptica.

Os nossos ancestrais integraram seus conhecimentos do céu à sua cultura e mitologia, através dos nomes de batismo dos pontos de luz. Alguns desses pontos podem ser resolvidos em estrelas débeis, como o Praesepe em Câncer, e outros mais claramente compostos de estrelas como as Plêiades e Híades em Taurus. Esses nomes viraram lendas, folclore, sendo passadas de geração para geração. As Plêiades, por exemplo, são as filhas de Pleione e Atlas, que foi condenado a carregar a Terra nos ombros por ter disputado com Zeus a supremacia do Olimpo. Segundo a lenda, as 7 moças foram raptadas pelo rei do Egito Busíris, libertadas por Hércules e, mais tarde também perseguidas por Órion. Para escapar de Órion, os deuses as transformaram em uma constelação de 7 estrelas.

Praesepe, Plêiades e Híades caracterizaram o conhecimento das estrelas de muitas sociedades, principalmente por causa da densidade de estrelas de cada grupo e brilho dos seus membros individuais, junto com o fato de que eles são visíveis tanto no hemisfério sul quanto no norte. Isso é especialmente verdade para as Plêiades. A primeira menção a este aglomerado foi encontrada em registros chineses, que datam de quase 4500 anos atrás. Na Bíblia as Plêiades também são mencionadas.

Livro de Jó: 9-9:

...quem fez a Ursa, o Órion, as Plêiades e as recâmaras do sul;

Livro de Jó: 38-31:

Ou poderás tu, atar as cadeias das Plêiades, ou soltar os laços de Órion?

Livro de Amós:5-8:

...procurai o que faz as Plêiades, e o Órion, e torna a densa treva em manhã e muda o dia em noite; o que chama as águas do mar, e as derrama sobre a terra; o Senhor é o seu nome.

No século XIII elas são novamente mencionadas num poema de Sadi, na Pérsia:

O chão estava coberto com o colorido esmalte, e o colar das Plêiades parecia pendurado nos ramos das árvores ...

O catálogo estelar do astrônomo grego Hipparchus (190 - 120 a.C.) continha pelo menos três aglomerados, o Aglomerado Duplo (η e χ) em Perseus e Praesepe (M44), apesar de que ele os considerava nebulosas. Infelizmente esse catálogo não resistiu a passagem do tempo, restando apenas uma versão compilada por Ptolemeu (83-161 d.C.) em Alexandria.

Com o advento do telescópio em torno de 1609, o mistério que cercava esses pontos de luz chegou ao fim. Galileo Galilei foi a primeira pessoa a fazer observações astronômicas sistemáticas com o uso de telescópio; ele também observou as crateras da Lua e descobriu os quatro maiores satélites do planeta Júpiter. Para ele todas as nebulosas poderiam ser resolvidas em estrelas individuais e a Via Láctea seria composta de inumeráveis estrelas agrupadas em aglomerados. A opinião de Galileo sobre as nebulosas perdurou por cerca de 200 anos, até que em 1790 William Herschel observou a nebulosa planetária NGC 1514 resolvendo sua estrela central refutando a idéia.

Charles Messier, em seu revolucionário catálogo, publicado em 1784, incluiu 109 objetos, sendo que 9 deles foram descobertos pelo próprio Messier. Quando William Herschel recebeu uma cópia do catálogo de Messier, começou uma intensa busca em todo o céu, descobrindo cerca de 2300 novos objetos num curto período de 7 anos. A ele também devemos a primeira classificação desses objetos.

Em 1864, o filho de William Herschel, John Herschel, publicou um trabalho intitulado *A General Catalogue of Nebulae*, contendo 5 079 objetos. Nem todos os objetos resultaram em sistemas físicos.

Com a construção de novos e mais poderosos telescópios, a Astronomia crescia rapidamente e, em 1888, John Louis Emil Dreyer publicou uma compilação dos trabalhos de diversos astrônomos, *A New General Catalogue of Nebulae and Clusters of Stars* (NGC). Esse catálogo foi estendido pelo próprio Dreyer em 1895 e 1908, dando origem ao *Index Catalog* (IC).

Como muitos aglomerados abertos são objetos facilmente visíveis, muitos foram identificados por observadores visuais e astrônomos amadores dessa era. A seleção foi bastante intuitiva. Por isso, os catálogos NGC e IC contêm muitos asterismos. No entanto, o Lund Catalogue of Open Cluster Data (Lyngå 1988), contém informações sobre 1152 objetos, dos quais 541 também foram listados no NGC ou IC.

Nas décadas seguintes, vários astrônomos classificaram os aglomerados de acordo com os seus critérios. Shapley, por exemplo, dividiu os aglomerados estelares em duas classes, globulares e abertos. Em 1925, por sugestão de Robert J. Trumpler (Trumpler 1925) e outros, o termo “*aglomerado galáctico*” foi introduzido e muito usado nas décadas de 1930 e 1940. Mas o termo “*aglomerado aberto*” foi definitivamente adotado, visto que, galáctico pode ser usado para muitos objetos que compõem a Galáxia e até mesmo para componentes de outras galáxias.

1.1 Aglomerados Estelares

Na nossa Galáxia, as estrelas raramente nascem sozinhas. Normalmente nascem muitas quase simultaneamente formando aglomerados estelares. Um aglomerado estelar é um grupo de estrelas ligadas pela atração gravitacional mútua. A sua importância é tanta que são considerados os blocos fundamentais de construção das galáxias (de Grijs 2007, Kroupa 2005).

As estrelas de um aglomerado têm sua origem na mesma nuvem de gás e poeira. Portanto, têm aproximadamente a mesma idade, composição química inicial e praticamente a mesma distância de nós. Diferem porém, no tipo espectral, pois têm massas diferentes e é a massa que essencialmente determina o ciclo de vida das estrelas.

Os aglomerados estelares podem ser divididos em globulares e abertos. Ambos são importantes para o estudo dos processos de formação e evolução estelar e, por isso, são considerados laboratórios únicos para a pesquisa astronômica. A distribuição dos aglomerados globulares, por exemplo, foi fundamental para determinar a localização do centro Galáctico, estabelecendo a existência do halo. Já os aglomerados abertos

jovens fornecem importantes dados sobre a recente formação estelar das galáxias e para traçar a estrutura espiral no disco Galáctico (Lada & Lada 2003).

O estudo dos aglomerados estelares, tanto abertos quanto globulares, é especialmente importante para o entendimento da evolução estelar.

Observacionalmente é impossível acompanhar a evolução de uma estrela ao longo de sua vida, já que as escalas de tempo são longas. No entanto, quando observamos um aglomerado estelar, estamos na presença de uma estrutura cujos membros possuem uma origem basicamente comum, o que implica que todas as estrelas membros do aglomerado tenham aproximadamente a mesma idade. Nesse caso, é possível separar os efeitos da idade das estrelas das demais propriedades, como massa, luminosidade, etc., permitindo o estudo da evolução estelar em função desses outros parâmetros, sendo a massa o mais importante de todos. Há evidências de que a formação estelar, mesmo em aglomerados, pode durar alguns 10^6 anos [por exemplo Bonatto et al. (2006a) e suas referências].

1.1.1 Aglomerados Globulares

Os aglomerados globulares (*Globular Cluster* - GC) são velhos e se formaram quando a Galáxia era uma nuvem esférica, segundo o modelo de colapso gravitacional monolítico, em contrapartida ao modelo hierárquico. Quando a Galáxia foi achatada, tomando a forma de disco, esses aglomerados ficaram no halo/bojo em torno do núcleo. A formação de globulares se deu a partir de nuvens moleculares gigantes. Um aglomerado globular é um grupo denso de estrelas, cujo número varia de dezenas a centenas de milhares. Esses aglomerados são mais ou menos esféricos, muito massivos ($\sim 10^{4-6} M_{\odot}$) e sua densidade de estrelas cresce na direção do centro. Seus membros luminosos são estrelas velhas, de população II, contando com anãs brancas e estrelas de nêutrons.

Como os GCs não estão sendo formados na galáxia atualmente, estudos empíricos diretos dos seus processos de formação não são possíveis (a não ser em sistemas extragalácticos e em distâncias cosmológicas).

O número de GCs Galácticos conhecidos tem aumentado lentamente nos últimos anos. A compilação de Harris (1996) contém 147 membros. Mais recentemente foram acrescentados alguns elementos a essa população: o 2MASS GC01/02 (Hurt et al. 2000), ESO 280-SC06 (Ortolani et al. 2000), o distante GC infravermelho GLIMPSE-C01 (Kobulnicky et al. 2005), o jovem GC do halo Whiting 1 (Carraro 2005), AL 3,

aglomerado globular do bojo com HB azul (Ortolani et al. 2006), FSR 1735 o provável aglomerado da região interna da Galáxia (Froeblich et al. 2007b), o globular do halo SEGUE 1 (Belokurov et al. 2007), dois GCs do halo Koposov 1 e Koposov 2 (Koposov et al. 2007) e o GC projetado sobre o bojo FSR 1767 (Bonatto et al. 2007). Além de dois sistemas estelares detectados com o Sloan Digital Sky Survey (SDSS) no halo externo, SDSS J1049+5103 (Willman 1) e SDSS J1257+3419 que tanto podem ser GCs quanto galáxias anãs (Willman et al. 2005, Sakamoto & Hasegawa 2006) e Bootes II (Lee et al. 2007) que está na mesma situação.

1.1.2 Aglomerados Abertos

Com poucas exceções, os aglomerados abertos (*Open Cluster* - OC) são jovens (< 100 Manos) e se formam no disco da Galáxia. Um aglomerado aberto é, tipicamente, um grupo de estrelas fracamente ligadas gravitacionalmente, cujo número varia de poucas dezenas a alguns milhares. Eles são formados ao longo do plano Galáctico rico em gás e poeira. São formados continuamente e, por isso, podem ser encontrados numa larga faixa de idades. Suas massas variam entre $10^2 M_{\odot}$ e $10^4 M_{\odot}$. A massa da nuvem progenitora varia entre 10^4 e $10^6 M_{\odot}$.

A estrutura da maioria dos aglomerados abertos pode ser descrita por dois subsistemas, um núcleo denso e um halo esperso (Bonatto & Bica 2005).

O número de aglomerados abertos conhecidos tem aumentado rapidamente nos últimos anos com a disponibilidade de buscas no infravermelho próximo em grande escala como as do 2MASS. Numerosas buscas no catálogo 2MASS foram conduzidas para identificar novos aglomerados estelares (por exemplo Carpenter et al. (2000), Dutra & Bica (2000, 2001), Ivanov et al. (2002), Bica et al. (2003b), Kronberger et al. (2006), Froeblich et al. (2007c). Algumas centenas de aglomerados e candidatos a aglomerados foram identificados nesses trabalhos.

Os aglomerados abertos podem ser usados como teste para modelos de fragmentação de nuvens moleculares, formação estelar e evolução dinâmica. Eles também são importantes traçadores da formação estelar e da estrutura espiral do disco galáctico.

Os aglomerados abertos jovens são encontrados ao longo do plano do disco, já os velhos (> 700 Manos) são encontrados, essencialmente, a mais de 7 kpc do centro Galáctico, no disco.

Ao contrário dos aglomerados globulares, os abertos se formam continuamente no disco galáctico e, em princípio, podem ser feitos estudos diretos dos processos físicos envolvidos na sua formação.

1.2 Dissolução de Aglomerados estelares

Os aglomerados estelares evoluem dinamicamente por causa de processos internos (perda de massa durante a evolução estelar, segregação de massa e evaporação de estrelas de baixa massa) e externos (interações de maré com o disco e o bojo e colisões com nuvens moleculares) [e.g. Bonatto & Bica (2007a)].

1.2.1 Perda primordial de gás

A eficiência de formação estelar é inferior a 40% e o gás que não se transformou em estrelas é perdido num período de tempo entre 10^5 a 10^6 Manos através dos ventos estelares de estrelas massivas e explosões de supernovas (Baumgardt 2006).

Simulações de N-corpos têm mostrado que a perda do gás primordial pode provocar no aglomerado a perda de grande parte de suas estrelas, principalmente as de pouca massa (Goodwin 1997, Kroupa 2001a, Boily & Kroupa 2003, Baumgardt 2006), ou dissolvê-lo completamente. A significativa redução da massa do aglomerado num curto período de tempo produz uma rápida e significativa expansão do mesmo. Na verdade, depois da expulsão do gás, as estrelas apresentam uma dispersão de velocidades muito grande para o seu novo (reduzido) potencial. Então, o aglomerado se expande até que um novo estado equilíbrio seja alcançado. As estrelas cujas velocidades superam a de escape tendem a escapar do aglomerado. Em função disso, uma significativa fração de aglomerados abertos pode ser completamente destruída em menos de 10 Manos. Esse processo é chamado de mortalidade infantil e é sustentado por observações que mostram que a taxa de formação de aglomerados embebidos na vizinhança solar excede os aglomerados abertos observados por uma ordem de magnitude ou mais, sugerindo uma taxa de mortalidade infantil de $\sim 90\%$ (Lada & Lada 2003).

1.2.2 Evolução Estelar e Dinâmica

Estrelas com massas de cerca de $8M_{\odot}$ explodem como supernovas, o caroço remanescente tem $\sim 1.4M_{\odot}$ mas também é ejetado do aglomerado em função do impulso que

resulta da explosão. As explosões de supernovas (para estrelas com $\approx 8 M_{\odot}$) ocorrem até uma idade de aproximadamente 40 Manos (Kroupa 2001b). Depois disso, as perdas de massa ocorrem via nebulosa planetária deixando uma anã branca remanescente cuja massa é de $\sim 1.4 M_{\odot}$ [e.g. Weidemann (2000), Kalirai et al. (2005), Ferrario & Wickramasinghe (2006)].

A perda de massa por evolução estelar provoca a expansão do aglomerado e ao mesmo tempo reduz o raio de maré. No entanto, o efeito é menos intenso do que o da perda do gás primordial, visto que a perda de massa ocorre numa escala de tempo muito maior, mas de acordo com resultados recentes de simulações de N-corpos, é intenso o suficiente para dissolver aglomerados de baixa concentração envolvidos por campos de maré externos (Fukushige & Heggie 1995, Giersz 2001, Joshi et al. 2001).

Simulações de N-corpos de aglomerados em campos de maré mostram que as estrelas massivas tendem a se concentrar na direção do centro do aglomerado e que estrelas de baixa massa ocupam preferencialmente as regiões externas, ou seja, ocorre a segregação de massa no aglomerado. Uma consequência imediata da segregação de massa é a perda preferencial de estrelas de baixa massa (Lamers et al. 2006).

1.2.3 Relaxação

A relaxação é resultado dos muitos encontros entre estrelas no interior do aglomerado. Esses encontros levam à uma troca de energia entre as estrelas, ou seja, energia cinética é transferida de uma estrela à outra. Após vários encontros, a estrela de menor massa ganha energia cinética e desloca-se para órbitas mais externas, podendo até mesmo superar a força de gravidade e escapar do aglomerado. Esse processo é similar às trocas físicas que ocorrem na superfície de um líquido durante a vaporização. Podemos dizer que a estrela é “*vaporizada*”. Devido aos muitos encontros entre estrelas do aglomerado, estrelas de baixa massa podem ganhar energia o suficiente para escapar completamente do aglomerado, o que causa a lenta mas completa evaporação do mesmo. A estrela de maior massa, que perdeu energia cinética, desloca-se na direção do centro do aglomerado.

Processos dinâmicos tais como a segregação das estrelas mais massivas no centro do aglomerado ou o colapso do núcleo do aglomerado são resultado da relaxação.

1.2.4 Rotação diferencial

Os aglomerados abertos movem-se em órbitas, no plano do disco, em torno do centro Galáctico. Nesse curso os aglomerados mais próximos do centro têm maior velocidade e se o aglomerado é pequeno e pouco compacto, isto é, a autogravidade é insuficiente, então ele provavelmente será destruído. A rotação diferencial é um fator importante nos processos de destruição de aglomerados próximo do centro Galáctico.

1.2.5 Efeitos de Maré

As forças de maré que resultam da passagem de nuvem interestelar próxima do aglomerado estelar aceleram suas estrelas, aumentando a energia total do aglomerado, levando à expansão e até mesmo à dissolução. Se um aglomerado se move com órbita elíptica em torno do centro galáctico, ele estará sujeito a um campo externo variável no tempo e será submetido a choques de maré, visto que suas estrelas serão aceleradas quando o aglomerado se afasta (ou se aproxima) do centro. Algo semelhante ocorre quando o aglomerado se move através do disco galáctico, mas nesse caso o choque será compressivo. Essas perturbações externas são mais destrutivas para aglomerados menos concentrados (Baumgardt 2006).

1.3 Aglomerados Embebidos em Nuvens Moleculares

Estrelas e aglomerados estelares se formam a partir do gás molecular frio ($\sim 10 K$), que constitui cerca de 10% do gás total do meio interestelar da nossa galáxia. Esse gás está concentrado em nuvens que podem ser muito massivas ($> 5 \times 10^4 M_{\odot}$) sendo chamadas de nuvens moleculares gigantes (NMGs). Essas nuvens apresentam um equilíbrio interno entre força gravitacional e pressão interna.

Quando a NMG é perturbada por agentes como ondas de densidade dos braços espirais, choques com envelopes em expansão de supernovas, interações de escala galáctica (como choques com o disco) ou eventos de fusões (mergers), parte da nuvem pode colapsar formando estrelas nas regiões mais densas. Essas regiões ou núcleos moleculares de formação estelar entram na fase de embebidos.

Aglomerados embebidos são aglomerados estelares que estão completamente ou parcialmente imersos em gás interestelar ou poeira. Esses aglomerados são os

mais jovens sistemas estelares conhecidos, sendo muitas vezes considerados proto-aglomerados, classificação que também poderia ser atribuída às associações estelares. Esses aglomerados estelares nascem embebidos em nuvens moleculares gigantes e durante a sua formação e evolução inicial, em geral, só são visíveis no infravermelho, visto que estão obscurecidos pela poeira (Lada & Lada 2003).

A formação de aglomerados embebidos está relacionada com a formação de núcleos densos e massivos no interior das NMGs. E as estrelas formadas no interior da nuvem aí permanecem cerca de 2-4 *Manos*.

A fração do aglomerado que se encontra imersa no gás molecular tem relação com a sua fase de evolução. Os menos evoluídos estão imersos em núcleos moleculares densos e massivos, ao passo que os mais evoluídos estão localizados em regiões HII ou nos bordos de nuvens moleculares.

As estrelas que compõem os aglomerados embebidos encontram-se em processo de formação ou em estágios iniciais de evolução e grande parte delas estão na fase de pré-seqüência principal (PSP). A estrutura de um aglomerado embebido é de grande interesse pois provavelmente traz consigo a marca dos processos físicos responsáveis pela sua formação. Em particular, a estrutura de um aglomerado embebido jovem reflete a estrutura básica do gás molecular denso do qual ele é formado.

A importância no estudo desses aglomerados está na função de massa inicial (FMI) e no processo de formação estelar. A estrutura e evolução de uma estrela é, basicamente, pré-determinada pela sua massa na idade zero. Por isso, é muito importante conhecermos a distribuição de massa inicial e como ela varia, no tempo e no espaço, para entendermos o processo evolutivo de sistemas como aglomerados estelares. Os aglomerados embebidos são muito jovens para ter perdido um número significativo de estrelas devido a processos como evolução estelar e evolução dinâmica, por isso, a sua função de massa atual é uma aproximação muito boa da sua FMI.

Os aglomerados embebidos são os progenitores dos aglomerados abertos. No entanto, nem todos os embebidos se convertem em abertos; na verdade, menos de 4 – 7% deles sobrevivem para emergir de uma nuvem molecular e se tornar um aglomerado da idade das Pleiades. A mortalidade infantil é um problema sério para os embebidos.

1.4 Remanescentes de Aglomerados Abertos

O resíduo final da evolução de um aglomerado aberto é freqüentemente chamado de aglomerado aberto remanescente. Esses objetos são caracterizados por um brilho superficial muito baixo e pela dificuldade de distinguí-los das estrelas do fundo do céu (de La Fuente Marcos 1997, 2002, Carraro 2006). Do ponto de vista observacional, um remanescente de aglomerado aberto pode ser definido como uma concentração de estrelas pouco populosa que resulta da evolução dinâmica de sistemas massivos (Pavani et al. 2001, Pavani & Bica 2007). Apesar desses aglomerados não apresentarem uma densidade muito diferente da do campo, eles são ricos em estrelas evoluídas, o que permite diferenciá-los através da comparação dos CMDs do objeto e do campo.

A composição final do aglomerado remanescente depende de sua função de massa inicial, fração de binárias primordiais, distância galactocêntrica e massa total (de La Fuente Marcos 1997, 1998).

Bica et al. (2001) identificaram 34 candidatos a remanescentes de aglomerados abertos (OCR) com latitudes Galácticas relativamente altas ($|b| > 15^\circ$). Eles apresentam um significativo contraste de densidade em número de estrelas brilhantes em relação ao fundo do céu. Alguns resultaram em OCRs, outros não (Pavani & Bica 2007, Carraro et al. 2005, Carraro 2006).

1.5 Aglomerados Abertos e Propriedades do Disco

Aglomerados abertos têm sido, há longo tempo, reconhecidos como uma importante ferramenta no estudo da estrutura e formação do disco da Galáxia. Os aglomerados jovens e associações estelares têm sido usados para muitos propósitos, tais como, determinar a estrutura dos braços espirais, mapear a curva de rotação da Galáxia, pesquisar o mecanismo de formação estelar e sua história recente. Aglomerados individuais fornecem vínculos observacionais para teorias de evolução estelar e dinâmica. A distribuição espacial dos abertos, sua idade, processo de formação, evolução dinâmica e dissolução podem fornecer importantes testes sobre a evolução estelar, formação e evolução do disco.

Muitos trabalhos relacionando os parâmetros de aglomerados abertos com a estrutura da Galáxia têm sido feitos, por exemplo, Lyngå (1982), Janes & Adler (1982), Janes et al. (1988), Janes & Phelps (1994), Friel (1995), Nilakshi et al. (2002), Tadross et al. (2002), Kharchenko et al. (2005c,a).

Recentemente, Bonatto et al. (2006b) analisaram uma amostra de 654 aglomerados abertos, 402 jovens, 148 de idade intermediária e 86 aglomerados velhos.

A distribuição em idades da amostra de aglomerados abertos apresenta 3 picos, o primeiro em ~ 100 Manos, caracterizando os aglomerados abertos jovens, o segundo, menos intenso, ocorre em ~ 700 Manos e representa a população de idade moderada e um terceiro pico, muito menos pronunciado, que ocorre em ~ 3.1 Ganos e pode estar associado à distribuição de aglomerados abertos velhos. A distribuição em idades dos aglomerados estelares é resultado de um processo competitivo entre as taxas de formação e de destruição de tais objetos.

Em termos de longitude Galáctica (l), o número de OCs em todas as faixas de idade diminui na direção do centro Galáctico e aumenta na direção do terceiro quadrante. Isso é resultado da limitação observacional, o baixo contraste limita as observações na direção do centro Galáctico/bojo. Mas também reflete o fato de que na direção do centro as forças de maré aumentam e junto com elas a probabilidade de dissolução dos OCs (Bergond et al. 2001).

Já em termos de latitude Galáctica (b) a distribuição de OCs obedece uma função de decaimento exponencial $N \propto e^{-|b/z_b|}$, onde z_b é a escala de altura do disco traçada por OCs. Os aglomerados jovens estão mais concentrados no plano Galáctico, mas os OCs velhos apresentam uma distribuição que difere dos demais, atingindo maiores latitudes em sua distribuição. A distribuição em z, distância vertical em relação ao plano Galáctico, também depende da idade, os aglomerados velhos estão mais uniformemente distribuídos em z do que os aglomerados jovens. Estes apresentam um decaimento exponencial, com pico no plano Galáctico. A distribuição dos OCs com respeito à distância em relação ao Sol é similar para aglomerados jovens e de idade moderada com picos em $d_{\odot} \approx 1,7$ kpc e $d_{\odot} \approx 1,3$ kpc, respectivamente. Para distâncias superiores a 1,7 kpc, as observações são afetadas pelo baixo contraste. A distribuição dos aglomerados velhos é mais uniforme.

O avermelhamento para aglomerados jovens é maior que o avermelhamento dos OCs velhos e de idade moderada. Os jovens provavelmente são mais afetados por avermelhamento interno. Além disso, o avermelhamento interestelar é maior para aglomerados jovens visto que eles estão localizados no plano Galáctico. O avermelhamento também depende fortemente da localização na Galáxia. Ele é maior no plano Galáctico e aumenta na direção do centro/bojo. A variação espacial do avermelhamento (avermelhamento diferencial) pode afetar a determinação da idade através do

ajuste de isócrona e, conseqüentemente, a distância ao Sol. Isso também pode afetar os valores absolutos do raio do núcleo, raio limite e massa (Bonatto & Bica 2006).

Em relação à distância galactocêntrica, os aglomerados velhos apresentam uma distribuição mais uniforme do que os jovens e de idade moderada. A distribuição radial dos aglomerados de todas as idades apresenta um pico na posição solar e cai mais rapidamente na direção do centro da Galáxia do que fora do círculo solar. Uma possível explicação da queda nas regiões internas é a dissolução em função das freqüentes colisões com nuvens moleculares e a dissolução por efeitos de maré devidos à Galáxia.

Os aglomerados abertos velhos não apenas passam seu tempo na região externa do disco longe dos efeitos disruptivos das nuvens moleculares gigantes, como também passam seu tempo a grandes distâncias do plano galáctico, aumentando as suas possibilidades de sobrevivência.

1.6 O Presente Trabalho

O objetivo do presente trabalho é determinar os parâmetros astrofísicos de uma amostra de 19 candidatos a OC, 10 no domínio óptico e 9 no infravermelho. Essa dissertação está dividida em 6 capítulos. No segundo capítulo descrevemos os métodos de análise e programas utilizados. No capítulo 3, analisamos a amostra de candidatos a OCs ópticos e no capítulo 4 os infravermelhos. No quinto capítulo descrevemos os candidatos para os quais se faz necessário uma fotometria mais profunda para determinar seus parâmetros astrofísicos. E finalmente, no capítulo 6 registramos as considerações finais.

Capítulo 2

Métodos de Análise

A escolha dos métodos a serem empregados na análise de aglomerados estelares não é uma tarefa trivial, e dela depende boa parte do sucesso do trabalho. Uma boa escolha começa pelo levantamento dos dados disponíveis e passa pelo objetivo da análise. A nossa análise baseia-se na fotometria no infravermelho próximo do 2MASS e os objetivos são: (i) a determinação de parâmetros astrofísicos fundamentais de aglomerados abertos - idade, avermelhamento e distância; (ii) a obtenção de parâmetros estruturais de aglomerados abertos - raio limite, raio do núcleo e densidade central. Os parâmetros fundamentais foram obtidos através da análise do diagrama cor-magnitude (*Color-Magnitude Diagram* - CMD) dos aglomerados. Já os parâmetros estruturais foram derivados a partir de um estudo detalhado do perfil de densidade radial (*Radial Density Profile* - RDP) dos objetos em estudo. Além disso, para identificar os aglomerados abertos da nossa amostra usamos o contraste visual de densidade de estrelas que excede à do fundo do céu. Essa análise inicia com os mapas ópticos do DSS (*Digitized Sky Survey*) e XDSS (*Second-generation Digitized Sky Survey*), disponível em: <http://cadwww.nrc.ca>. O contraste de densidade objeto/campo pode ser calculado com a equação $\delta_c = \frac{\sigma_0}{\sigma_{campo}}$, onde σ_0 é a densidade superficial de estrelas no centro do objeto e σ_{campo} a densidade em um anel de grande área, externo ao aglomerado, que deve ser representativo da densidade de estrelas de campo projetadas sobre o aglomerado.

2.1 Fotometria 2MASS

Parâmetros fundamentais e estruturais de aglomerados abertos podem ser obtidos a partir da fotometria J , H e K_s do 2MASS (Skrutskie et al. 1997, 2006).

Entre junho de 1997 e fevereiro de 2001, o 2MASS (*The Two Micron All Sky Survey*) coletou 25.4 Tbytes de dados em imagens brutas cobrindo 99.998% da esfera celeste nas bandas do infravermelho próximo J ($1.25\mu m$), H ($1.65\mu m$) e K_s ($2.16\mu m$). O nome do projeto, 2MASS, foi derivado do desejo de realizar uma busca completa e confiável, para comprimentos de onda longos ($2.0\mu m$), baseado em terra. O projeto foi conduzido pela Universidade de Massachusetts e pelo Centro de Processamento e Análise no Infravermelho (IPAC). O 2MASS foi concebido para *surveys* no infravermelho próximo, baseados em terra e, por isso, a transmissão atmosférica e o significativo ruído térmico restringem a seleção dos comprimentos de onda das bandas. Distinguir os efeitos da extinção interestelar e delinear as populações estelares Galáctica e extragaláctica requer pelo menos três bandas. Essas bandas, definidas principalmente pelos filtros de interferência, eficiência quântica dos detectores, perdas na transmissão/reflexão ocorridas nas superfícies do sistema óptico, e a atmosfera, forma a janela atmosférica de comprimentos de onda longos que não está comprometida pela emissão de fundo térmico e, em parte, corresponde às bandas clássicas J , H e K definidas por Johnson (1962) e usadas pela primeira vez por Neugebauer & Leighton (1969). Os filtros de transmissão J e H são, basicamente, os mesmos do sistema Johnson. O filtro “K-short” (K_s) exclui comprimentos de onda superiores a $2.31\mu m$ para reduzir a contribuição do ruído de fundo térmico. Dessa forma, os ruídos nas observações da banda K_s são menos sensíveis a variações da temperatura ambiente, possibilitando uma maior uniformidade nos dados. Foram selecionadas fontes com sensibilidade de 1 mJy e com sinal-ruído maior que 10. As observações foram realizadas através de 2 telescópios de 1.3 m de diâmetro, um no hemisfério norte e outro no sul. O telescópio do hemisfério norte está localizado no Whipple Observatory a 2306 m acima do nível do mar, no Mount Hopkins (N $31^\circ 40' 50.''8$, W $110^\circ 52' 41''$), Arizona, EUA. O outro telescópio está localizado na América do Sul, no Cerro Tololo Inter-American Observatory (S $30^\circ 10' 3.''7$, W $70^\circ 48' 18''$), a 2171 m acima do nível do mar, no Chile. Os telescópios foram equipados com câmeras de 3 canais, NICMOS3 (*Near-Infrared Camera and Multi-Object Spectrometer*); cada canal é formado por detectores de HgCdTe de 256×256 pixels e tem sensibilidade para comprimentos de onda entre

$0.8\mu m$ e $2.5\mu m$. Dois espelhos dicróicos em cada câmera permitem imageamento simultâneo de um campo de 8.5×8.5 numa escala de $2''$ por pixel nas três bandas do 2MASS. Essas câmeras foram produzidas pelo Rockwell International Science Center, atualmente Rockwell Scientific. As incertezas tornam-se significativas para magnitudes mais fracas que $J = 15.8$, $H = 15.1$ e $K_s = 14.3$. O céu foi escaneado em tiras de 8.5 de largura em ascensão reta e 6° em declinação. É óbvio que existem algumas desvantagens. O tempo efetivo de exposição para cada ponto do céu foi curto, apenas 7.8 s em cada banda e, por isso, as imagens obtidas têm um limite, em magnitudes, relativamente baixo. Além disso, a resolução espacial foi limitada pelo tamanho adotado para o pixel do detector, $2''$.

O 2MASS produziu um Catálogo de Fontes Pontuais (*Point Source Catalog - PSC*) contendo a posição e magnitude de 470.992.970 fontes (estrelas e outros objetos não resolvidos), um Catálogo de Fontes Extensas (*Extended Source Catalog - XSC*) de 1.647.599 fontes (galáxias e outras nebulosas) e um Atlas digital (*Atlas Image*) com 4.121.439 imagens. Esses dados podem ser acessados através da ferramenta VizieR (disponível em <http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR?-source=II/246>).

2.1.1 Erros Fotométricos Típicos

Para garantir a qualidade fotométrica, nossa extração 2MASS foi restrita à estrelas com magnitudes (*i*) mais brilhantes que 99.9% do limite de completeza do PSC na direção do aglomerado, e (*ii*) com erros em J, H e K_s menores que 0.5 mag. O limite (em mag) de completeza de 99.9% é diferente para cada aglomerado, variando com as coordenadas Galácticas.

Para caracterizar a distribuição das incertezas fotométricas do 2MASS nos campos dos objetos analisados, mostramos na Fig. 2.1 histogramas cumulativos com a fração de estrelas em função das incertezas para as 3 bandas, para o candidato a aglomerado aberto Cz 6. A distribuição de erros é típica, ou seja, é similar para todos os objetos da amostra (Bonatto & Bica 2007a). A área projetada no histograma corresponde à área de extração da fotometria 2MASS. A distribuição das incertezas fotométricas é similar para as 3 bandas, mas para uma dada magnitude elas são maiores na banda K_s . A fração de estrelas com incertezas J, H e K_s menores que 0.05 mag fica entre $\approx 75\%$ - 95% .

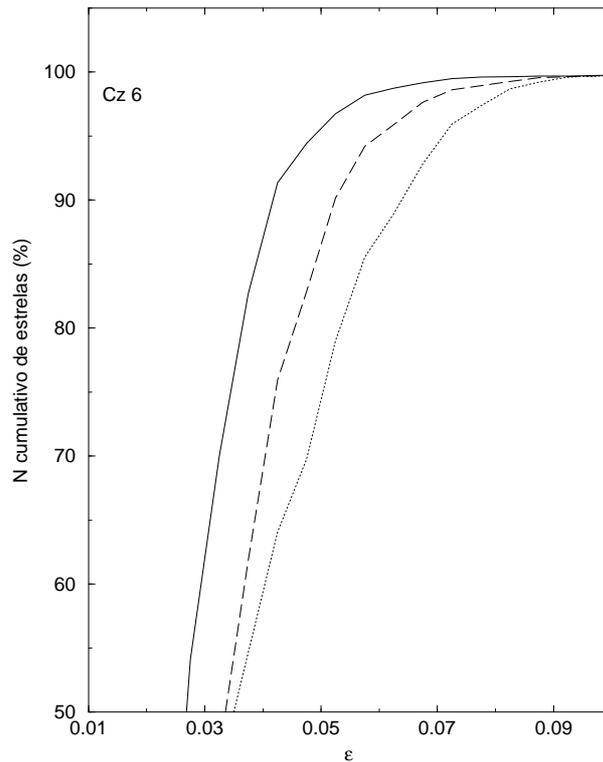


Figura 2.1: Número cumulativo de estrelas (%) em função da incerteza nas 3 bandas do 2MASS para Cz 6. A linha sólida representa ϵ_J , a linha tracejada ϵ_H e a linha pontilhada ϵ_{K_s} .

2.2 Diagrama Cor-Magnitude (CMD)

O diagrama cor-magnitude é de fundamental importância para o nosso entendimento da evolução estelar. Ele consiste num plano contendo uma cor e uma magnitude das estrelas. Ao analisarmos o CMD da região que contém um aglomerado estelar, verificamos que suas estrelas não se distribuem uniformemente, mas surgem algumas seqüências preferenciais - as seqüências evolutivas do aglomerado.

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

Os parâmetros fundamentais dos aglomerados abertos foram derivados usando isócronas de Padova de metalicidade solar (Girardi et al. 2002) computadas com os filtros J , H e K_s do 2MASS (disponível em <http://stev.oapd.inaf.it/~girardi/cgi-bin/cmd>). Os filtros de transmissão 2MASS produzem isócronas muito similares às produzidas por Johnson-Kron-Cousins (Bessell & Brett 1988), com diferenças inferiores a 0.01 mag em $(J - H)$ (Bonatto et al. 2004a). Através do ajuste de isócronas, foi possível inferir valores para o avermelhamento e o módulo de distância aparente. O primeiro foi obtido através do deslocamento em cor da isócrona até que se obtivesse o melhor ajuste. O deslocamento em magnitudes fornece o módulo de distância. O avermelhamento é uma consequência da poeira interestelar que atenua a radiação emitida pelos objetos, sendo mais significativa para comprimentos de onda menores. Para calcular a distância ao Sol usamos o módulo de distância aparente, obtido a partir da expressão:

$$(m - M)_J = 5 \times \log d_{\odot} - 5 + A_J \quad (2.1)$$

A correção por absorção interestelar na banda J (A_J), é dada por:

$$A_J = R_J \times E(J - H) \quad (2.2)$$

O valor de R_J (mantido fixo) pode ser obtido a partir da equação anterior e da relação de Mathis (1990), assumindo uma curva de avermelhamento Galáctica.

$$\frac{A_H}{A_J} = 0.624 \quad (2.3)$$

$$A_J = R_J \times (A_J - A_H) \quad (2.4)$$

$$1 = R_J \times \left(1 - \frac{A_H}{A_J}\right) \quad (2.5)$$

$$R_J = 2.55 \quad (2.6)$$

A correção por absorção interestelar na banda V (A_V), é dada por:

$$A_V = R_V \times E(B - V) \quad (2.7)$$

que fornece (Cardelli et al. 1989):

$$R_V = 3.1 \quad (2.8)$$

Usando a relação de Schlegel et al. (1998)

$$\frac{A_J}{A_V} = 0.276 \quad (2.9)$$

obtemos

$$E(J - H) = E(B - V) \times 0.33 \quad (2.10)$$

e agora, podemos escrever a equação do módulo de distância absoluto:

$$(m - M)_\circ = (m - M)_J - A_J \quad (2.11)$$

o que nos permite determinar a distância ao Sol

$$d_\odot = 10^{[(m - M)_\circ + 5]/5} \quad (2.12)$$

2.2.1 Descontaminação das Estrelas de Campo

No estudo dos aglomerados estelares é de fundamental importância a diferenciação entre sistema físico e flutuações de estrelas do campo. Tal objetivo pode ser alcançado a partir da exclusão das estrelas de campo projetadas sobre a área do objeto. Esse processo não é simples, principalmente para aglomerados abertos pouco populosos, em dissolução ou remanescentes de aglomerados abertos, que podem apresentar uma densidade de estrelas muito próxima daquela apresentada pelas estrelas do fundo do céu. A dificuldade é ainda maior quando se trata de objetos imersos em campos extremamente densos. O CMD é uma importante ferramenta na busca dos parâmetros fundamentais de um aglomerado aberto mas a contaminação por estrelas de campo gera incertezas nos resultados, principalmente para aglomerados com baixas latitudes e/ou projetados na direção do bojo. O significado estatístico dos parâmetros obtidos depende diretamente da qualidade dos dados fotométricos (Bonatto et al. 2004b, 2005).

A contaminação por estrelas de campo é visível no CMD observado dos objetos da nossa amostra, principalmente, por que eles encontram-se em baixas latitudes e/ou projetados na direção do bojo ou do centro Galáctico. Para identificar as estrelas membros dos aglomerados, aplicamos uma descontaminação quantitativa das estrelas de campo. Esse procedimento já foi, anteriormente, aplicado na obtenção do CMD intrínseco de aglomerados abertos (Bica et al. 2004, 2003a, Bica & Bonatto 2005, Bonatto et al. 2006c, Bonatto & Bica 2007a). A descrição detalhada do algoritmo utilizado é encontrada em Bonatto & Bica (2007b), na seção 4, e vamos reproduzi-la aqui.

O algoritmo trabalha em bases estatísticas fazendo a contagem relativa da densidade numérica de estrelas (estrelas por área) na região do aglomerado e no campo de comparação. No nosso caso, as duas regiões são concêntricas. Ele trabalha em 3 dimensões, a magnitude J e as cores $(J - H)$ e $(J - K_s)$ considerando uma incerteza de 1σ nas bandas σ_J , σ_H e σ_{K_s} da fotometria 2MASS.

Basicamente, o algoritmo (i) divide o CMD observado em uma grade 3D com células cúbicas cujos eixos estão ao longo das direções J , $(J - H)$ e $(J - K_s)$, (ii) computa a densidade numérica de estrelas de campo esperado para cada célula, baseando-se na densidade de estrelas do campo de comparação que apresentam magnitude e cores compatíveis com as da célula, e (iii) subtrai estrelas, aleatoriamente, numa fração consistente com a densidade de estrelas de campo esperado para cada célula. Para simplificar a notação, nós usamos as definições $\chi = J$, $\xi = (J - H)$ e $\zeta = (J - K_s)$.

As células têm dimensões $\Delta\chi = 0.5 \text{ mag}$ e $\Delta\xi = \Delta\zeta = 0.25 \text{ mag}$. Esses valores são grandes o suficiente para garantir uma contagem estatística de estrelas nas células individuais e suficientemente pequenos para preservar a morfologia das diferentes seqüências evolutivas no CMD. Além disso, as incertezas fotométricas do 2MASS para a maioria das estrelas dos nossos objetos são consideravelmente menores que as dimensões adotadas para as células.

Para ilustrar o processo, considere uma célula do CMD cujos lados no espaço (χ, ξ, ζ) tem coordenadas $(\chi_c \pm \frac{\Delta\chi}{2}, \xi_c \pm \frac{\Delta\xi}{2}, \zeta_c \pm \frac{\Delta\zeta}{2})$, onde (χ_c, ξ_c, ζ_c) são as coordenadas centrais da célula. Usamos uma distribuição Gaussiana da magnitude e cores para computar a probabilidade de uma estrela com coordenadas no CMD $(\bar{\chi} \pm \sigma_\chi, \bar{\xi} \pm \sigma_\xi, \bar{\zeta} \pm \sigma_\zeta)$ pertencer a esta célula. Nesse sentido, a computação leva em conta as incertezas em magnitude e cores, mas estrelas com grandes incertezas podem ter uma probabilidade não desprezível de pertencer a mais de uma célula do CMD. Supomos que as prováveis estrelas do aglomerado estão distribuídas na região $0 < R < R_{lim}$, com área projetada A_{agl} , enquanto que as estrelas do campo ocupam a região $R > R_{lim}$, com área projetada igual a A_{campo} . A densidade (ρ_{campo}^{cel}) esperada para as estrelas de campo em determinada célula é computada considerando a probabilidade individual (P_{campo}^{cel}) de todas as estrelas de campo (N_{campo}) serem encontradas na célula, dividido pela área do campo de comparação, $\rho_{campo}^{cel} = \frac{P_{campo}^{cel}}{A_{campo}}$, onde

$$P_{campo}^{cel} = \sum_{i=1}^{N_{campo}} \int \int \int P_i(\chi, \bar{\chi}_i; \xi, \bar{\xi}_i; \zeta, \bar{\zeta}_i) d\chi d\xi d\zeta \quad (2.13)$$

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

Fizemos o mesmo para computar o número-densidade de estrelas observadas (aglomerado + campo) na célula $\rho_{obs}^{cel} = \frac{P_{obs}^{cel}}{A_{agl}}$. Nesse caso, consideramos somente estrelas que se encontram na região do aglomerado ($0 \leq R \leq R_{lim}$). Assim, o número de estrelas de campo esperado para a célula é $n_{campo}^{cel} = \frac{\rho_{campo}^{cel}}{\rho_{obs}^{cel}} \times n_{obs}^{cel}$, onde n_{obs}^{cel} é

o número de estrelas observadas (em $R \leq R_{lim}$) localizadas na célula. O número provável de estrelas membros na célula é $n_{agl}^{cel} = n_{obs}^{cel} - n_{campo}^{cel}$. Finalmente, o número total de prováveis membros do aglomerado é obtido pela soma n_{agl}^{cel} em todas as células do CMD, $N_{agl} = \sum_{cel} n_{agl}^{cel}$.

As estrelas que permaneceram no CMD após a aplicação do algoritmo de descontaminação estão nas células onde a densidade estelar apresenta um excesso acima do campo. Por isso, a probabilidade de que sejam membros do aglomerado é significativa. Nas regiões do campo, porém, a densidade de estrelas de campo para altas magnitudes (estrelas fracas) pode ser igual ou maior que a medida para o aglomerado. Nesses casos, o algoritmo de descontaminação trunca naturalmente a seqüência principal aproximadamente no mesmo nível que os limites de completeza do 2MASS.

O algoritmo considera somente a magnitude e as cores das estrelas para computar o número de estrelas de campo esperado para cada célula do CMD. Como consequência, as estrelas de determinada célula com coordenadas radiais diversas têm a mesma probabilidade de serem descartadas. No entanto, os aglomerados estelares apresentam uma densidade de estrelas maior na região central do que no seu halo. Deste modo, no caso de aglomerados estelares reais, a subtração de estrelas ao acaso nas células tendem a mudar artificialmente as estatísticas intrínsecas da distribuição radial das estrelas. Ou seja, a fotometria descontaminada das estrelas de campo conserva informações da cor/magnitude, porém não o faz para as coordenadas radiais. O algoritmo fornece apenas a morfologia intrínseca do CMD.

Como o algoritmo trabalha com densidades, algumas células irão conter um número fracionário de estrelas de campo. Esses valores são arredondados para o inteiro mais próximo tendo como limite superior o número de estrelas observadas presente na célula ($n_{campo}^{cel} \leq n_{obs}^{cel}$). Para contabilizar esse efeito de arredondamento da contagem, computamos para cada célula a diferença entre o número esperado de estrelas de campo e o número de estrelas efetivamente subtraídas pelo algoritmo. A soma dessa diferença sobre todas as células fornece uma estimativa do número total de estrelas de campo não subtraídas (\tilde{N}_{campo}), bem como, uma medida da eficiência global de subtração (f_{sub}) do processo. As estrelas não subtraídas não podem ser deletadas dos CMDs, visto que \tilde{N}_{campo} é resultado da soma das frações de estrelas sobre todas as células. Porém, f_{sub} pode ser usada para computar a fração corrigida de estrelas membros do aglomerado.

Pequenos valores de ΔJ , $\Delta(J - H)$ e $\Delta(J - K_s)$ aumentam a freqüência de células com números fracionários de estrelas de campo, o que reduz a eficiência da

subtração. Por outro lado, grandes valores aumentam a eficiência de subtração, mas tendem a degradar a resolução do CMD, o que pode prejudicar a diferenciação entre seqüências de estrelas do aglomerado e do campo de comparação. Desse modo, os valores adotados para as dimensões das células são uma combinação entre a eficiência de subtração e a resolução do CMD para as incertezas fotométricas do 2MASS.

O método da descontaminação das estrelas de campo é capaz de remover da contagem variações de densidade locais do campo e das seqüências evolutivas do CMD dos aglomerados abertos. Para obter resultados confiáveis, no entanto, se faz necessário alguma uniformidade, pelo menos para cada célula, das propriedades estatísticas (por exemplo as distribuições em cor e magnitude), em ambas as regiões, aglomerado e campo. Essas premissas introduzem algumas limitações para o método, relacionadas com a fotometria: (a) significativa absorção diferencial; considere uma célula no CMD cujos lados em cores têm dimensões $\Delta(J - H) = \Delta(J - K_s) = 0,2$. Se a diferença na absorção entre estrelas do aglomerado e do campo para uma determinada célula é maior que $A_V = 2$ mag, a diferença em cor seria maior que as dimensões da célula. Nesse caso o algoritmo iria assumir tipos errados de estrelas (e possivelmente números) como estrelas de campo para ser subtraídas da célula. (b) Grandes incertezas fotométricas; como o algoritmo usa explicitamente os erros fotométricos, em termos de distribuição de probabilidade Gaussiana, para computar a densidade na célula, incertezas extremamente grandes iriam resultar numa grande fração de células com número de estrelas fracionário (seguida de uma baixa eficiência de subtração) e prejudicar os CMDs. (c) Aglomerados com número de estrelas reduzido; células de CMD de aglomerados pouco populosos inevitavelmente sofrem com a estatística de baixo número, o que pode resultar numa baixa eficiência de subtração. Além disso, o número efetivo de estrelas membros de aglomerados acima das de campo, em buscas com fotometria limitada, cai com a distância ao Sol como $N_{ef} \propto 1/d_{\odot}$ (Bica & Bonatto 2005), o que reduz a contagem estatística de estrelas de aglomerados distantes. (d) Aglomerados distantes e na direção do centro da Galáxia; o principal problema nesses casos é o crescimento exponencial da contaminação por estrelas de campo com a magnitude aparente. A fração de estrelas componentes do aglomerado em objetos extremamente distantes e centrais pode cair a percentuais bastante reduzidos, muito abaixo do nível de flutuação de 1σ , especialmente próximo dos limites de completeza do 2MASS. (e) Concentração nas partes centrais; aglomerados ricos e muito distantes podem sofrer com a concentração (“crowding”) estelar especialmente em suas regiões centrais. Separações angulares menores que $\approx 2''$ não podem ser

resolvidas pelo 2MASS. Como essas concentrações são mais comuns nos aglomerados do que no campo, a contaminação por estrelas de campo, especialmente para estrelas débeis, seria superestimada. (f) Dimensão da célula; células do CMD grandes podem ser usadas para minimizar os efeitos (a) e (b), mas a consequência seria a degradação da resolução do CMD. Um possível caminho para evitar parte das limitações seria aplicar o algoritmo de descontaminação em fotometria CCD. Suas pequenas incertezas fotométricas provavelmente produziriam menos números fracionários nas células e, assim, grande eficiência na subtração. No entanto, para que alguns algoritmos de descontaminação quantitativa de estrelas de campo sejam eficientes e estatisticamente representativos, campos extensos como os fornecidos pelo 2MASS são requeridos.

2.3 Perfil de Densidade Radial

Derivamos os parâmetros estruturais dos aglomerados a partir dos seus RDPs, definidos como a distribuição radial da densidade de estrelas projetada na direção do centro do aglomerado. O RDP fornece uma visão geral da estrutura do aglomerado, assumindo, por simplicidade, simetria esférica na distribuição radial de estrelas.

Com o objetivo de produzir parâmetros mais robustos, os RDPs foram construídos após a aplicação de um filtro cor-magnitude nos dados fotométricos observados. Tal procedimento descarta estrelas com cores compatíveis com aquelas apresentadas pelas estrelas do fundo do céu, selecionando as regiões do CMD que contêm as seqüências evolutivas do aglomerado. Podemos dizer que o filtro CM é usado para isolar estrelas com grande probabilidade de serem membros do aglomerado.

O filtro CM foi, anteriormente, aplicado na análise estrutural dos aglomerados abertos M67 (Bonatto & Bica 2003), NGC 2180 (Bonatto et al. 2004b), NGC 188 (Bonatto et al. 2005), NGC 6611 (Bonatto et al. 2006c), NGC 4755 (Bonatto et al. 2006a), M52 e NGC 3960 (Bonatto & Bica 2006), BH 63, Lynga 2, Lynga 12 e King 20 (Bica et al. 2006b), NGC 5715, Lynga 4, Lynga 9, Trumpler 23, Trumpler 26 e Czernik 37 (Bonatto & Bica 2007b), FSR 1744, FSR 89 e FSR 31 (Bonatto & Bica 2007a). O filtro CM não é suficiente para eliminar completamente a contaminação dos dados, estrelas de campo com cores similares às do aglomerado não são eliminadas pelo filtro. A largura do filtro CM leva em consideração os efeitos de evolução dinâmica como o aumento da fração de binárias (e outros sistemas múltiplos) que provocam o alargamento da seqüência principal, especialmente nas regiões centrais do aglomerado.

Para evitar superamostragem próximo do centro e estatística pobre em regiões mais afastadas, os RDPs foram construídos com a contagem de estrelas em anéis concêntricos cuja largura aumenta com a distância ao centro. A largura e o número de anéis podem ser ajustados para que os RDPs apresentem boa resolução espacial com erros Poissônicos adequados. A significância estatística dos RDPs é indicada pelas barras de erro Poissônicas relativamente pequenas (1σ). O perfil filtrado apresenta menos flutuações e revela mais sobre a estrutura do aglomerado do que o perfil observado. O perfil observado tende a subestimar a extensão do aglomerado (Bonatto & Bica 2006).

Os parâmetros estruturais foram derivados através do ajuste de RDPs filtrados em cor-magnitude e com o perfil de densidade superficial de 2-parâmetros de King (King 1966a) que descreve as regiões central e intermediária de um aglomerado estelar normal (King 1966b, Trager et al. 1995). Usamos no ajuste o programa de ajuste não linear por mínimos quadrados que leva em consideração as barras de erro (ponderado). Para minimizar os graus de liberdade no ajuste, o nível da contribuição das estrelas de campo foi considerado constante (σ_{campo}). Esse campo residual em cada RDP corresponde à densidade média de estrelas medida no campo de comparação após a aplicação do filtro CM. A contribuição do campo foi obtida através da contagem da densidade de estrelas na região externa da amostra, com área suficientemente grande para maximizar a significância estatística e a representatividade da contagem de estrelas do fundo do céu. Através do ajuste, foi possível derivar a densidade central de estrelas de King (σ_{0K}) e o raio do núcleo (R_{core}). Expressamos o perfil de King como $\sigma(R) = \sigma_{campo} + \frac{\sigma_{0K}}{1 + (\frac{R}{R_{core}})^2}$. A solução de melhor ajuste foi sobreposta

aos RDPs filtrados em cor-magnitude. O raio limite (R_{lim}) do aglomerado pode ser estimado considerando as flutuações do RDP em relação ao campo. Ele é definido como a região no perfil radial de densidade estelar onde ocorre a fusão do perfil de King com a contribuição do fundo do céu, ou seja, a distância do centro do aglomerado até onde o RDP e o campo se tornam estatisticamente indistinguíveis.

Capítulo 3

Amostra de Aglomerados Abertos Ópticos

O objetivo deste capítulo é derivar os parâmetros fundamentais e estruturais de nossa amostra de aglomerados abertos previamente descobertos no domínio óptico. A maior parte da amostra não tinha parâmetros astrofísicos nos catálogos WEBDA (Milone & Mermilliod 1996) e DAML02 (Dias et al. 2002). Os endereços eletrônicos para o WEBDA e DAML02 são respectivamente: <http://www.unige.ch/webda> e <http://www.astro.iag.usp.br/~wilton/>. Na amostra de 10 aglomerados ópticos, 7 são pela primeira vez analisados, os 3 restantes têm seu estudo aqui aprofundado.

Para cada candidato a aglomerado aberto, analisamos a imagem XDSS centrada nas coordenadas otimizadas para o objeto. Construimos os CMDs observados das regiões centrais de cada objeto e a respectiva contribuição do campo de comparação (mesma área). As seqüências evolutivas foram ajustadas com uma isócrona de Padova de metalicidade solar, sobreposta ao CMD descontaminado das estrelas de campo, o que nos permitiu inferir valores para a idade, avermelhamento e distância ao Sol. Para inferir valores para a distância Galactocêntrica do objeto, nos baseamos em dois possíveis valores para a distância do Sol ao centro Galáctico: $R_{\odot} = 7.2$ kpc (Bica et al. 2006a) e $R_{\odot} = 8.0$ kpc (Reid 1993). A estrutura de cada aglomerado foi analisada por meio do perfil de densidade radial (RDP), construído com a fotometria 2MASS filtrada em cor-magnitude.

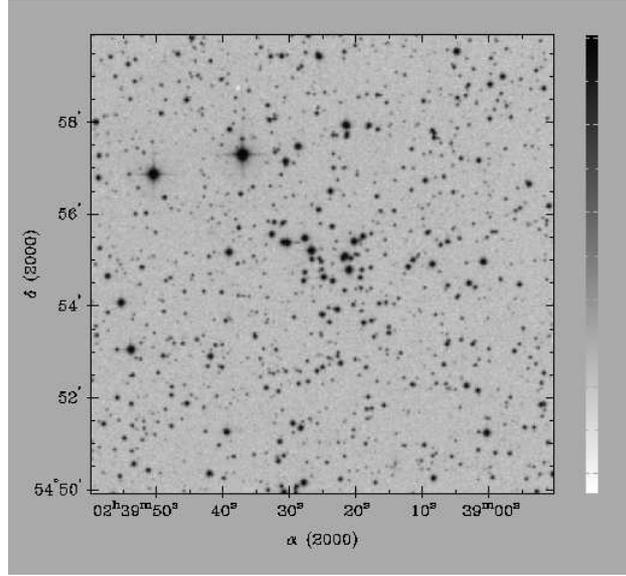


Figura 3.1: Imagem XDSS na banda R ($10' \times 10'$) centrada nas coordenadas otimizadas de Cz 12.

3.1 Czernik 12

As coordenadas de Cz 12 no WEBDA são $\alpha(J2000) = 02^h39^m12^s$ e $\delta(J2000) = 54^\circ55'00''$ que correspondem a $l = 138.079^\circ$ e $b = -4.754^\circ$, em coordenadas Galácticas. No entanto, o RDP correspondente apresenta uma depressão para $R = 0'$. Procuramos por novo centro na imagem XDSS do objeto (Fig. 3.1) e adotamos como coordenadas para Cz 12 $\alpha(J2000) = 2^h39^m25^s$ e $\delta(J2000) = 54^\circ54'55''$ que em coordenadas Galácticas ficam $l = 138.11^\circ$ e $b = -4.74^\circ$.

Na Fig. 3.1 apresentamos a imagem XDSS na banda R ($10' \times 10'$) centrada nas coordenadas otimizadas de Cz 12. A imagem mostra que trata-se de um objeto pouco populoso, mas que apresenta uma concentração de estrelas na região central.

Para garantir a estatística necessária para a caracterização das estrelas de campo, aqui a extração foi feita para $R = 20'$.

Os CMDs $J \times (J - H)$ construídos com a fotometria 2MASS centrada nas coordenadas otimizadas para Cz 12, são mostrados na Fig. 3.2. No painel (a) mostramos o CMD observado da região central do objeto ($R = 2'$) e no painel (b) apresentamos o CMD observado de um anel externo de mesma área que a região central que

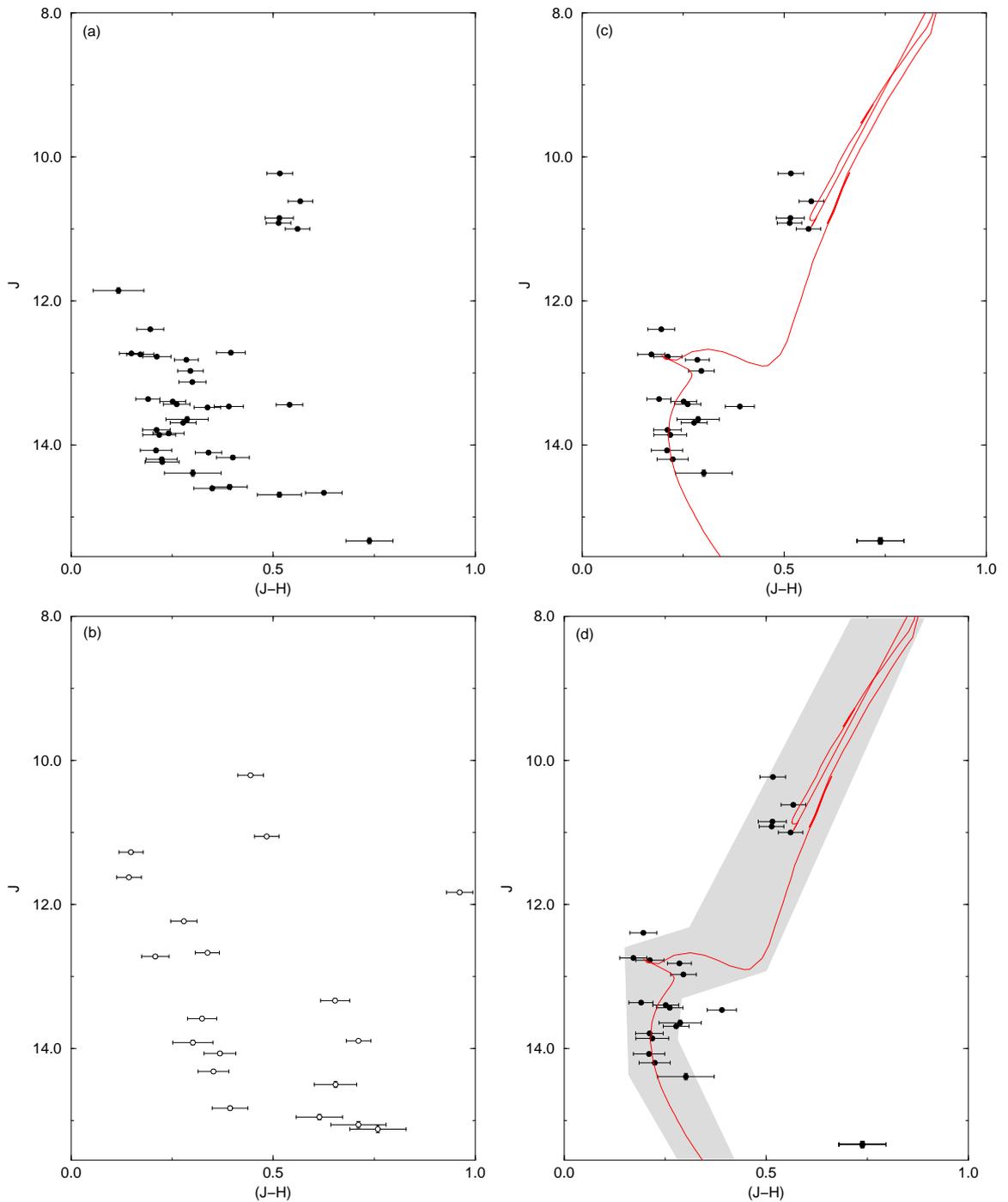


Figura 3.2: CMD 2MASS $J \times (J-H)$ de Cz 12. Painel (a): CMD observado $J \times (J-H)$ para a região central ($R = 2'$) do objeto. Painel (c): CMD descontaminado das estrelas de campo e com o ajuste de uma isócrona de Padova de 1.9 Ganos (linha sólida). Painel (b): estrelas de campo extraídas de um anel externo da amostra e de mesma área da região central. Painel (d): mostra o painel (c) acrescido do filtro CM.

caracteriza a contribuição das estrelas de campo. No painel (c) temos o CMD descontaminado das estrelas de campo e a isócrona de melhor ajuste. Em (d) sobrepomos o filtro CM ao CMD descontaminado estrelas de campo.

A isócrona de melhor ajuste indica uma idade de 1.9 ± 0.7 Ganos para Cz 12, com avermelhamento $E(J - H) = 0.02 \pm 0.02$ mag ou $E(B - V) = 0.06 \pm 0.06$ mag correção por absorção interestelar $A_V = 0.2 \pm 0.2$ mag. O módulo de distância absoluto, obtido a partir do deslocamento em magnitude da isócrona, foi de $(m - M)_0 = 11.80 \pm 0.05$ mag e forneceu uma $d_\odot = 2.3 \pm 0.1$ kpc. A distância Galactocêntrica obtida foi de $R_{GC} = 9.0 \pm 0.1$ kpc ($R_\odot = 7.2$ kpc) ou $R_{GC} = 9.8 \pm 0.1$ kpc ($R_\odot = 8.0$ kpc). Também podemos verificar a presença de um possível *clump* de gigantes vermelhas.

Para estimar o erro na idade derivada para o objeto buscamos os limites no ajuste de isócronas. Na Fig. 3.3 ilustramos esse processo. A isócrona de melhor ajuste foi de 1.9 Ganos, mas as seqüências evolutivas do aglomerado ajustam-se a qualquer isócrona entre os limites inferior de 1.2 Ganos (Fig. 3.3a) e superior de 2.5 Ganos (Fig. 3.3b).

Os parâmetros estruturais do aglomerado foram derivados a partir do perfil de densidade radial filtrado em cor-magnitude (Fig. 3.4). O filtro CM seleciona as regiões do CMD que contêm as seqüências evolutivas do aglomerado (seção 2.3), mas a Fig. 3.2d é apenas ilustrativa, visto que o filtro seleciona estrelas na extração 2MASS que nesse caso foi para a região de $R = 20'$ centrada nas coordenadas do aglomerado. A Fig. 3.2d mostra apenas a região central que apresenta maior concentração de estrelas. A densidade da região central obtida é de $\sigma_{0K} = 18.70 \pm 10.09$ *estrelas pc*⁻² e a densidade do campo de comparação $\sigma_{campo} = 0.76 \pm 0.04$ *estrelas pc*⁻². O $R_{core} = 0.28 \pm 0.1$ pc e o raio limite $R_{lim} = 6.0 \pm 0.5$ pc. A escala é de $1' = 0.53$ pc, o $R_{core} = 0.53 \pm 0.18'$ e o $R_{lim} = 11.3 \pm 0.9'$. O ajuste no perfil apresenta um coeficiente de correlação de $CC = 0.90$.

3.2 Czernik 7

Nossas coordenadas otimizadas para Cz7 são: $\alpha(J2000) = 02^h03^m01^s$ e $\delta(J2000) = 62^\circ15'20''$ ou, em coordenadas Galácticas, $l = 131.16^\circ$ e $b = 0.53^\circ$.

A Fig 3.5 mostra a imagem XDSS na banda R ($R = 10'$) centrada em nossas coordenadas otimizadas para Cz 7. A imagem apresenta uma pequena concentração de estrelas na região central.

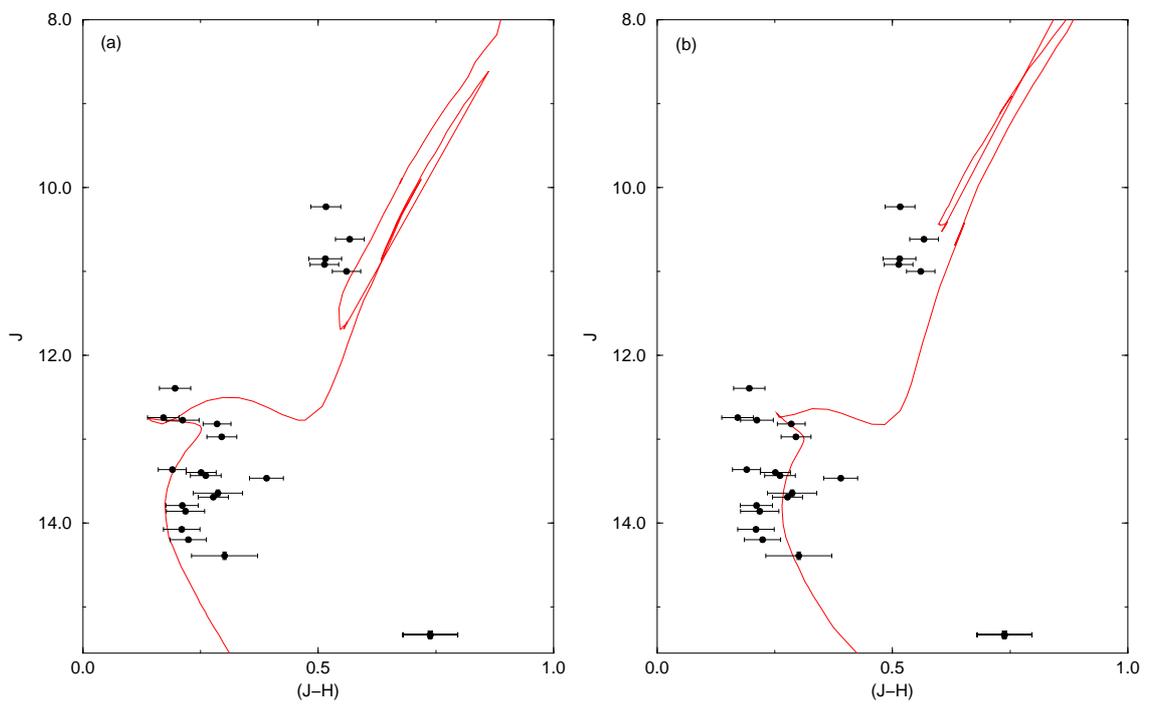


Figura 3.3: CMD 2MASS $J \times (J-H)$ descontaminado da contribuição do campo para Cz 12. Painel (a): mostra o limite inferior de 1.2 Ganos para o ajuste de isócrona. Painel (b): mostra o limite superior de 2.5 Ganos para o ajuste de isócrona.

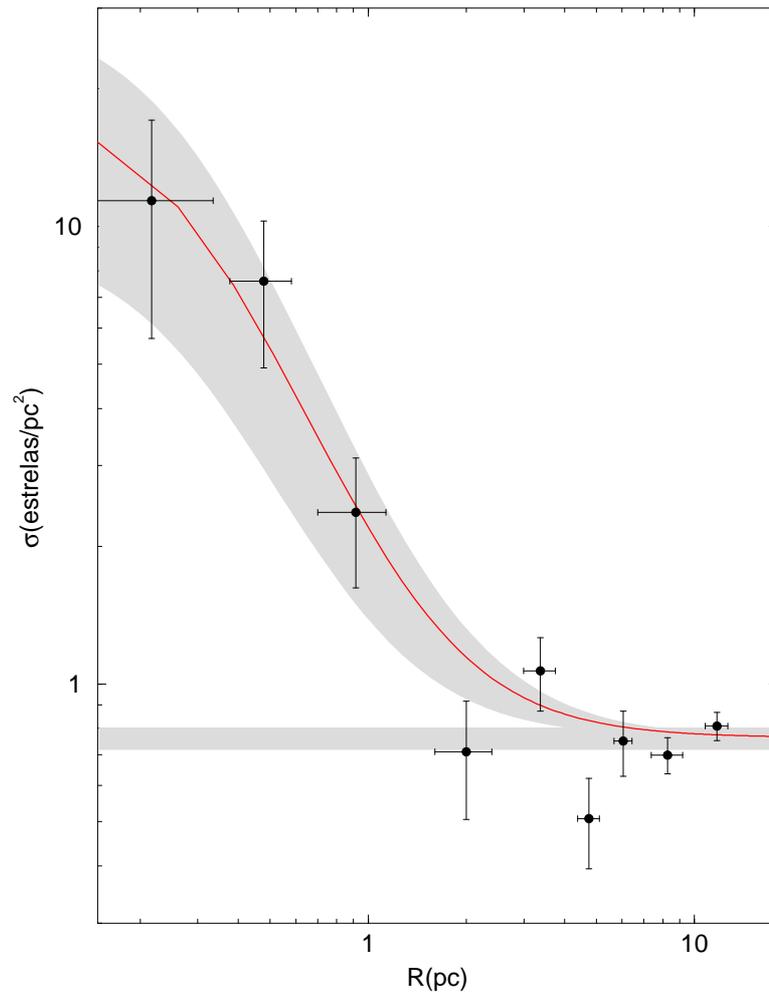


Figura 3.4: Perfil de densidade radial de Cz 12 filtrado em cor-magnitude. O retângulo hachurado horizontal representa a contribuição das estrelas de campo. A linha sólida mostra o ajuste por um perfil de King e a região hachurada representa a incerteza de 1σ no ajuste.

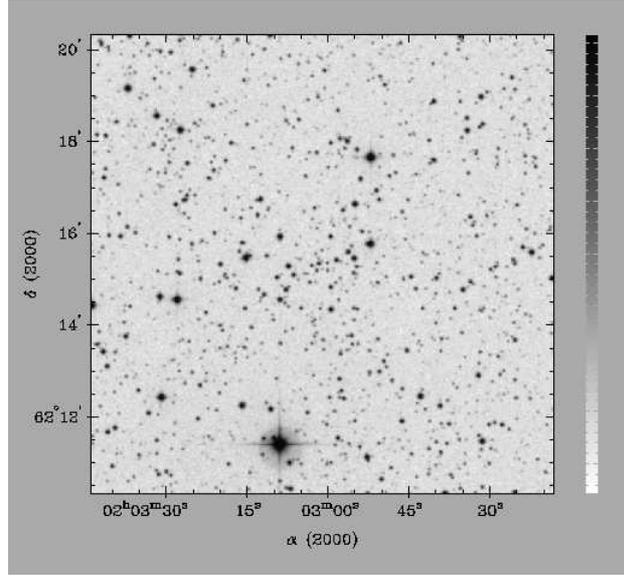


Figura 3.5: Idem à legenda da Fig. 3.1 para Cz 7.

O CMD de Cz 7 é mostrado na Fig. 3.6. No painel (a) construímos o CMD observado $J \times (J - H)$. No painel (c) fizemos o mesmo para as estrelas de campo projetadas sobre a região central (mesma área). E no painel (b) construímos o CMD descontaminado das estrelas de campo com o ajuste de uma isócrona de Padova de 2 Ganos. No painel (d) mostramos o filtro CM, usado para descartar as estrelas de campo que não apresentam cor e magnitude compatíveis com às do objeto.

Na Fig. 3.7 construímos os CMDs $J \times (J - K_s)$. No painel (a) o CMD observado da região central, no (b) para uma região do campo de mesma área e no (c) apresentamos o CMD descontaminado com a isócrona de 2 Ganos sobreposta.

A isócrona de melhor ajuste nos proporcionou a idade de 2.0 ± 0.3 Ganos, o avermelhamento $E(J - H) = 0.02 \pm 0.01$ mag que resulta em $E(B - V) = 0.06 \pm 0.03$ mag e $A_V = 0.2 \pm 0.1$ mag, o módulo de distância $(m - M)_0 = 11.8 \pm 0.05$ mag, a distância ao Sol de $d_\odot = 2.3 \pm 0.1$ kpc e a distância Galactocêntrica de $R_{GC} = 8.9 \pm 0.1$ kpc ($R_\odot = 7.2$ kpc) ou $R_{GC} = 9.7 \pm 0.1$ kpc ($R_\odot = 8.0$ kpc).

A estrutura do aglomerado foi analisada por meio do perfil de densidade radial, construído com a fotometria filtrada em cor-magnitude e mostrado na Fig. 3.8, com o ajuste por um perfil de King. Os parâmetros estruturais estimados são: a densidade da região central do aglomerado $\sigma_{0K} = 8.30 \pm 4.97$ *estrelas pc⁻²*, a densidade do campo de comparação $\sigma_{campo} = 0.63 \pm 0.01$ *estrelas pc⁻²*, o $R_{core} = 0.41 \pm 0.17$ pc e

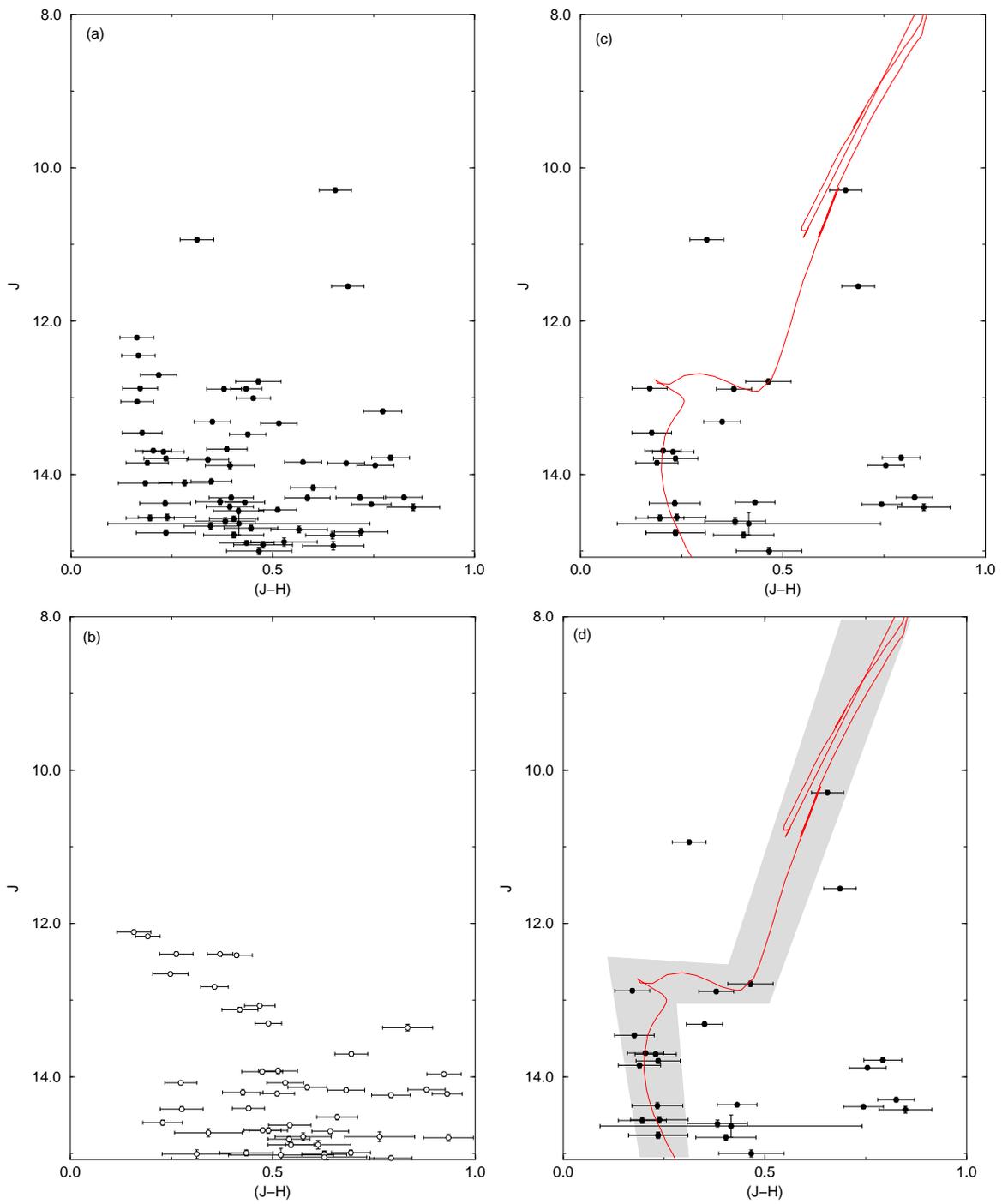


Figura 3.6: Idem à Fig. 3.2 para Cz 7 com isócrona de 2 Ganos e $R = 2.5'$.

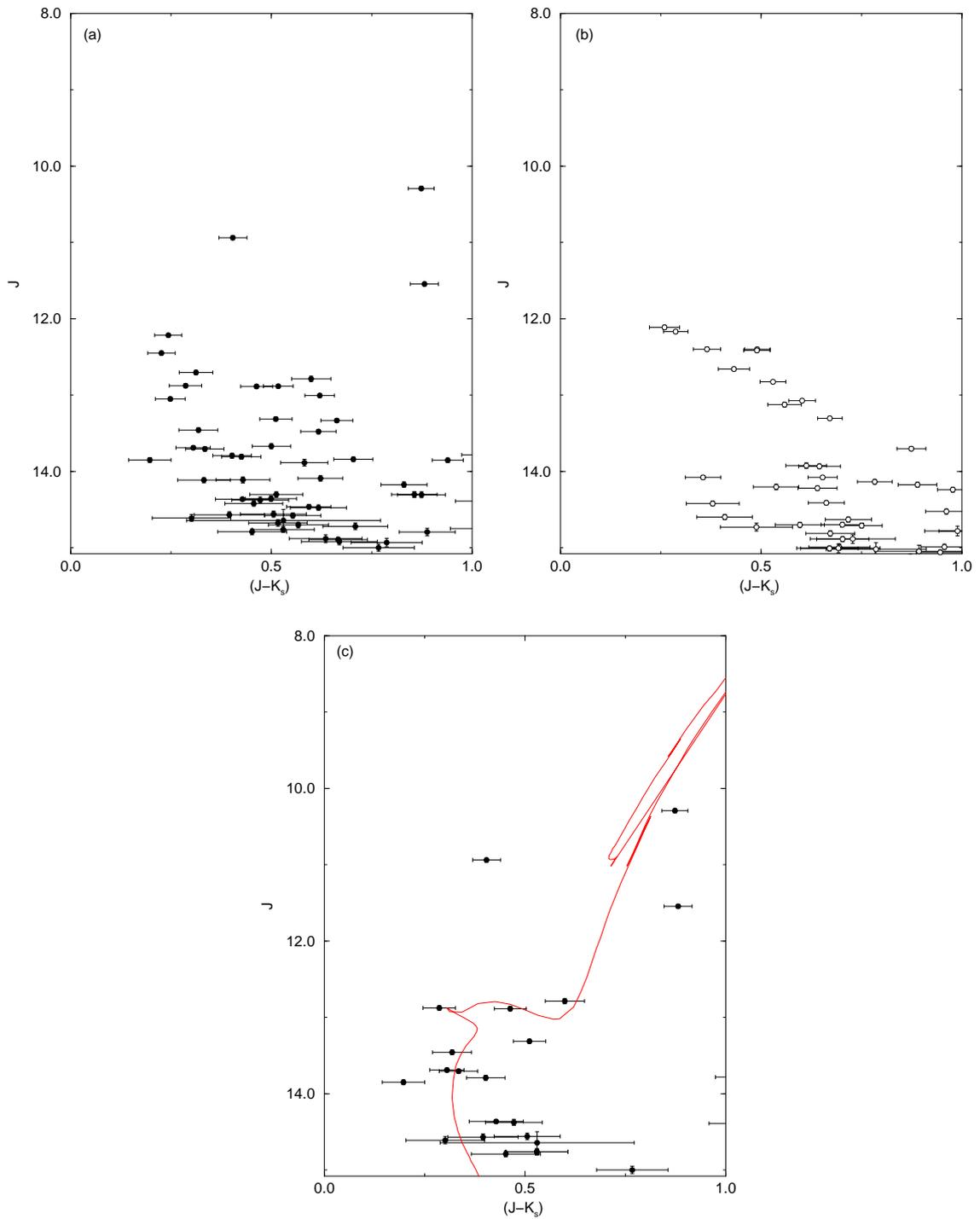


Figura 3.7: CMDs 2MASS $J \times (J - K_s)$. Painel (a): CMD observado $J \times (J - K_s)$ para a região central ($R = 2.5'$) de Cz 7. Painel (b): estrelas de campo extraídas de um anel externo da amostra e de mesma área da região central. Painel (c): CMD descontaminado das estrelas de campo e com o ajuste de uma isócrona de Padova de 2 Ganos (linha sólida).

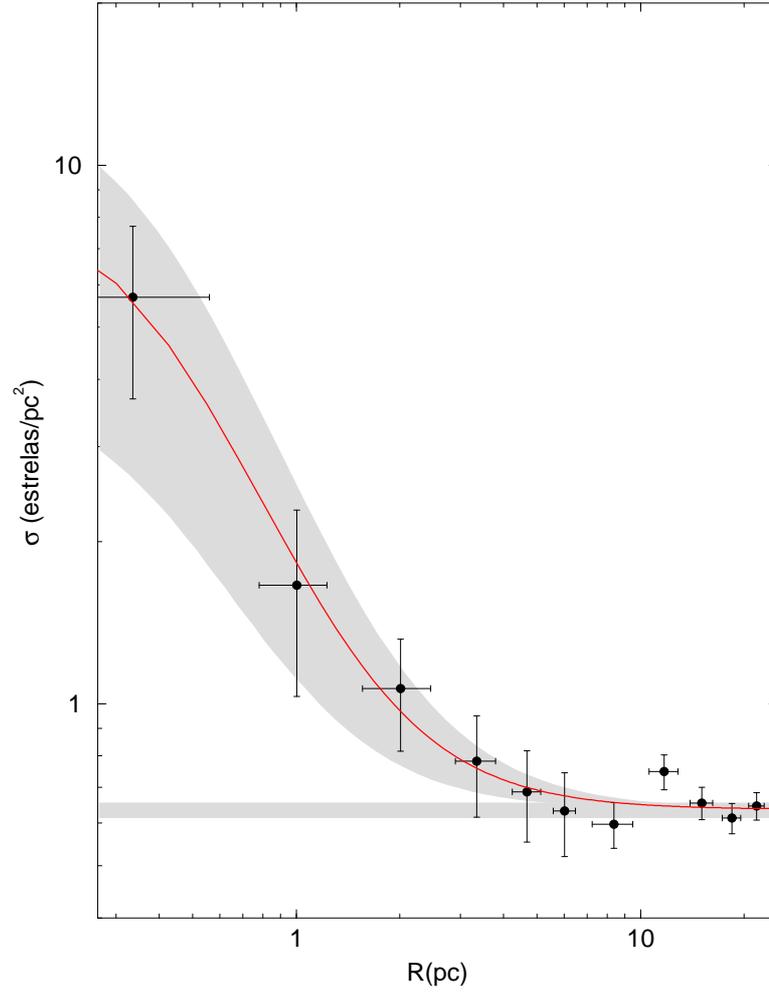


Figura 3.8: Idem à legenda da Fig. 3.3 para Cz 7.

o raio limite $R_{lim} = 6.0 \pm 1.0$ pc. A escala é de $1' = 0.68$ pc, o $R_{core} = 0.60 \pm 0.25'$ e o $R_{lim} = 8.8 \pm 1.5'$. O coeficiente de correlação é de $CC = 0.82$.

3.3 Ruprecht 172

O aglomerado aberto Ru 172 tem como coordenadas no WEBDA $\alpha(J2000) = 20^h 11^m 34^s$ e $\delta(J2000) = 35^\circ 35' 59''$ ou $l = 73.11^\circ$ e $b = 1.01^\circ$. Kharchenko et al. (2005b) estudou Ru 172 derivando uma distância ao Sol de $d_\odot = 1.1$ kpc, avermelhamento de $E(B - V) = 0.20$ mag, $(m - M)_0 = 10.83$ mag e idade de aproximadamente 810 Manos.

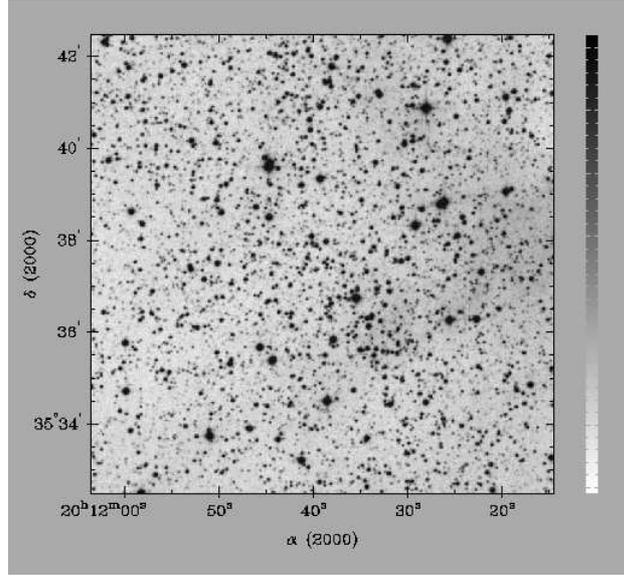


Figura 3.9: Idem à legenda da Fig. 3.1 para Ru 172.

Ao buscarmos os parâmetros de Ru 172 percebemos que o RDP correspondente apresenta uma depressão para $R = 0'$. Procuramos por novas coordenadas centrais que maximizem a densidade de estrelas na região central nos mapas XDSS. As novas coordenadas otimizadas para o centro do aglomerado são: $\alpha(J2000) = 20^h11^m39^s$ e $\delta(J2000) = 35^\circ37'30''$ que convertidos para coordenadas Galácticas ficam $l = 73.141^\circ$ e $b = 1.00^\circ$.

A imagem XDSS (fig. 3.9) na banda R e a imagem 2MASS (Fig. 3.10 na banda K_s) mostram o aglomerado com grande contaminação por estrelas de campo. Também podemos registrar um possível avermelhamento diferencial.

Na Fig. 3.11 mostramos os CMDs $J \times (J - H)$ construídos com a fotometria 2MASS. No painel (a) temos o CMD observado da região central do aglomerado ($R = 2'$) e no painel (b) a contribuição do campo de comparação (mesma área). No painel (c) apresentamos o CMD descontaminado das estrelas de campo com o melhor ajuste de uma isócrona de Padova de 1.4 Ganos. E no painel (d) mostramos o filtro CM sobreposto ao CMD descontaminado.

Os parâmetros derivados são: a idade de 1.4 ± 0.2 Ganos, o avermelhamento $E(J - H) = 0.11 \pm 0.01$ mag ou $E(B - V) = 0.35 \pm 0.02$ mag, $A_V = 1.09 \pm 0.1$ mag, o módulo de distância $(m - M)_0 = 12.30 \pm 0.05$ mag, a distância ao Sol $d_\odot = 2.9 \pm 0.1$ e a distância Galactocêntrica $R_{GC} = 6.9 \pm 0.1$ kpc ($R_\odot = 7.2$ kpc) ou $R_{GC} = 7.7 \pm 0.1$ kpc ($R_\odot = 8.0$ kpc).

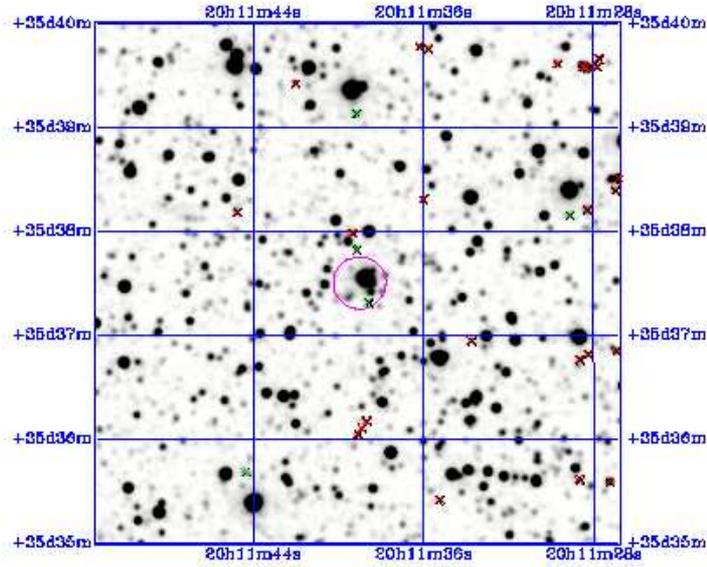


Figura 3.10: Imagem do 2MASS (300'') para Ru 172.

Na Fig. 3.12 construímos o RDP de Ru172. O ajuste por um perfil de King resultou em: uma densidade central $\sigma_{0K} = 5.87 \pm 2.44 \text{ estrelas pc}^{-2}$, a densidade das estrelas de campo $\sigma_{campo} = 2.18 \pm 0.05 \text{ estrelas pc}^{-2}$, o $R_{core} = 1.15 \pm 0.49 \text{ pc}$ e o raio limite $R_{lim} = 10.5 \pm 1.0 \text{ pc}$. A escala é de $1' = 0.83 \text{ pc}$, o $R_{core} = 1.37 \pm 0.58'$ e o $R_{lim} = 12.57 \pm 1.2'$. O coeficiente de correlação foi de $CC = 0.93$.

A depressão no perfil pode ser conseqüência do avermelhamento diferencial que podemos notar nos mapas XDSS ou resultado da evolução dinâmica do aglomerado.

3.4 Berkeley 63

As coordenadas centrais otimizadas para Be 63 são $\alpha(J2000) = 2^h 19^m 28^s$ e $\delta(J2000) = 63^\circ 42' 25''$ que convertidos para coordenadas Galácticas resultam em $l = 132.50^\circ$ e $b = 2.48^\circ$. Na Fig. 3.13 apresentamos a imagem XDSS na banda R, para a extração de raio $10'$ centrada nas coordenadas de Be 63. A imagem nos mostra que trata-se de um aglomerado pouco populoso que apresenta uma concentração de estrelas na região central.

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

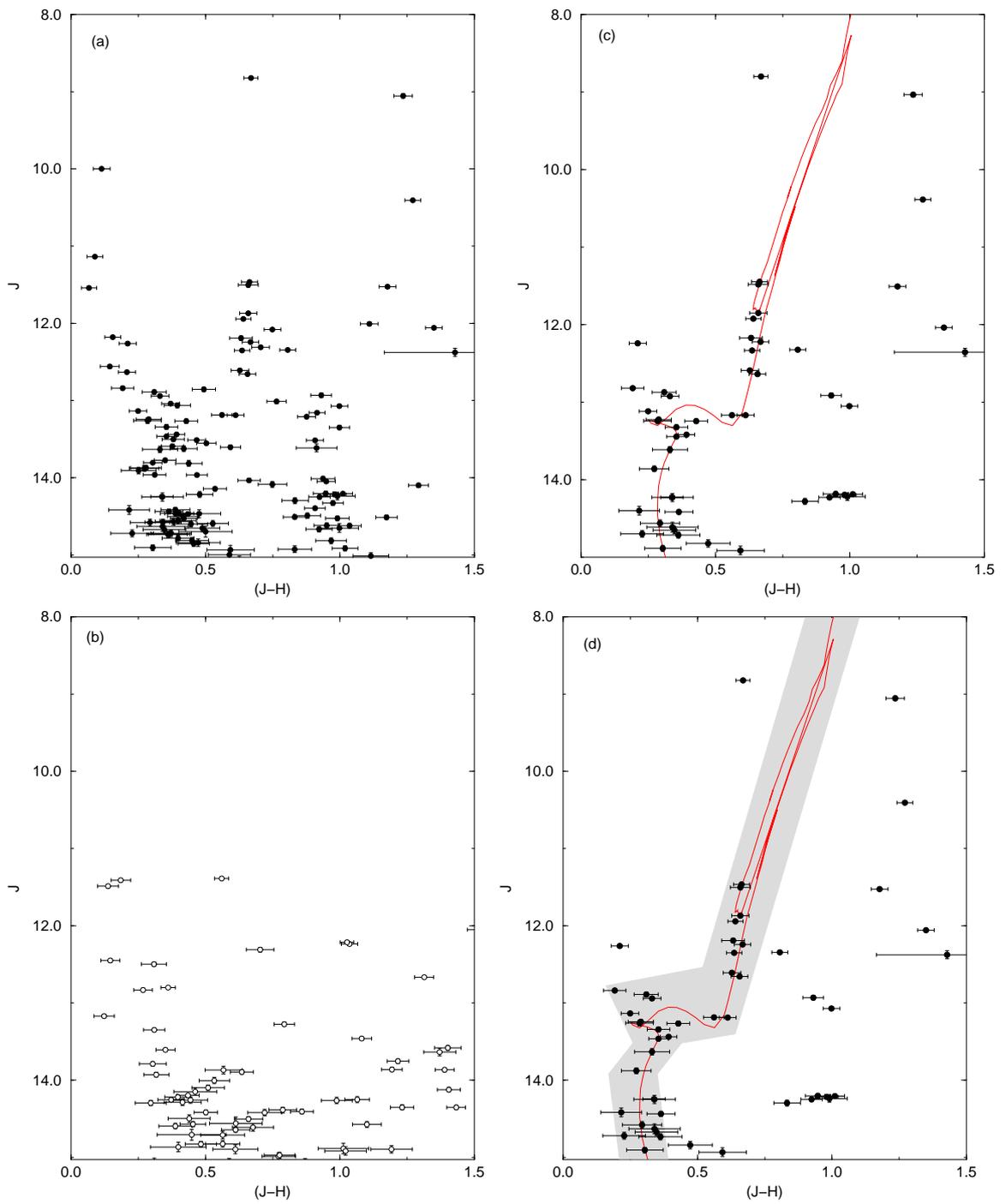


Figura 3.11: Idem à Fig. 3.2 para Ru 172 com isócrona de 1.4 Ganos e $R = 3'$.

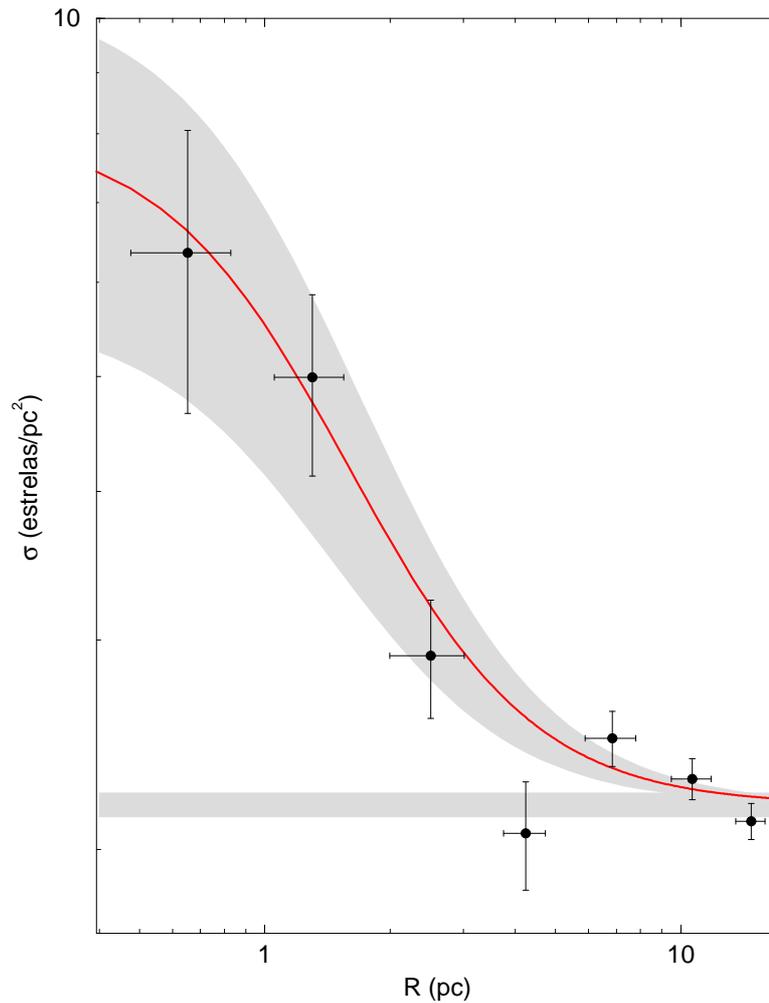


Figura 3.12: Idem à legenda da Fig. 3.3 para Ru 172.

Os parâmetros fundamentais foram obtidos a partir da isócrona de melhor ajuste, que forneceu a idade de 1.0 ± 0.3 Gano, o excesso em cor $E(J-H) = 0.06 \pm 0.02$ mag, o que corresponde a $E(B-V) = 0.19 \pm 0.06$ mag, a correção por absorção interestelar $A_V = 0.60 \pm 0.2$ mag e o módulo de distância $(m-M)_0 = 11.03 \pm 0.05$ mag. A distância ao Sol derivada para Be 63 é de $d_\odot = 1.6 \pm 0.1$ kpc e a distância Galactocêntrica de $R_{GC} = 8.4 \pm 0.1$ kpc ($R_\odot = 7.2$ kpc) ou $R_{GC} = 9.2 \pm 0.1$ kpc ($R_\odot = 8$ kpc).

Para os parâmetros estruturais a solução de melhor ajuste é mostrada na Fig. 3.15. O RDP apresenta uma concentração de estrelas bem definida na região central. A partir do ajuste de um perfil de King nós derivamos o $R_{core} = 0.56 \pm 0.09$ pc, a

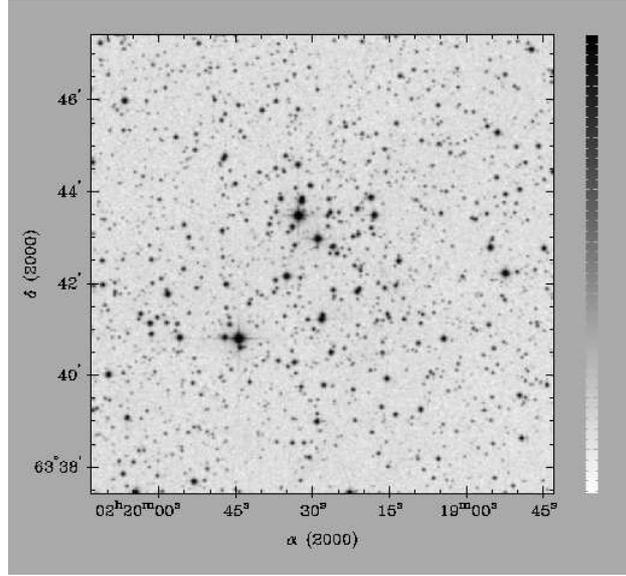


Figura 3.13: Imagem XDSS na banda R ($10' \times 10'$) centrada nas coordenadas otimizadas de Be 63.

densidade de estrelas projetada sobre a região central $\sigma_{0K} = 12.3 \pm 2.6 \text{ estrelas } pc^{-2}$ e a densidade do campo $\sigma_{campo} = 4.81 \pm 0.10 \text{ estrelas } pc^{-2}$. O raio limite estimado é de $R_{lim} = 5.3 \pm 2.0 \text{ pc}$. A escala é de $1' = 0.46 \text{ pc}$, o $R_{core} = 1.2 \pm 0.2'$ e o $R_{lim} = 11.34 \pm 4.3'$. O ajuste apresenta um $CC = 0.97$.

O perfil de densidade radial apresenta um bom contraste de densidade do objeto em relação ao campo, confirmando o que vemos na imagem XDSS.

3.5 Berkeley 84

O WEBDA fornece como coordenadas centrais de Be 84 $\alpha(J2000) = 20^h04^m43^s$ e $\delta(J2000) = 33^\circ54'18''$ que convertidas para coordenadas Galácticas ficam $l = 70.92^\circ$ e $b = 1.271^\circ$. As nossas coordenadas centrais, otimizadas a partir da imagem XDSS do objeto (Fig. 3.16), são $\alpha(J2000) = 20^h04^m43^s$ e $\delta(J2000) = 33^\circ54'15''$ que corresponde a longitude $l = 70.92^\circ$ e a latitude $b = 1.27^\circ$.

A imagem XDSS mostra uma maior concentração de estrelas na região central.

Na Fig. 3.17 mostramos os CMDs $J \times (J - H)$ construídos com a fotometria 2MASS. No painel (a) temos o CMD observado da região central do aglomerado ($R = 2'$) e no painel (b) a contribuição do campo de comparação (mesma área). No painel (c) apresentamos o CMD descontaminado das estrelas de campo com o melhor

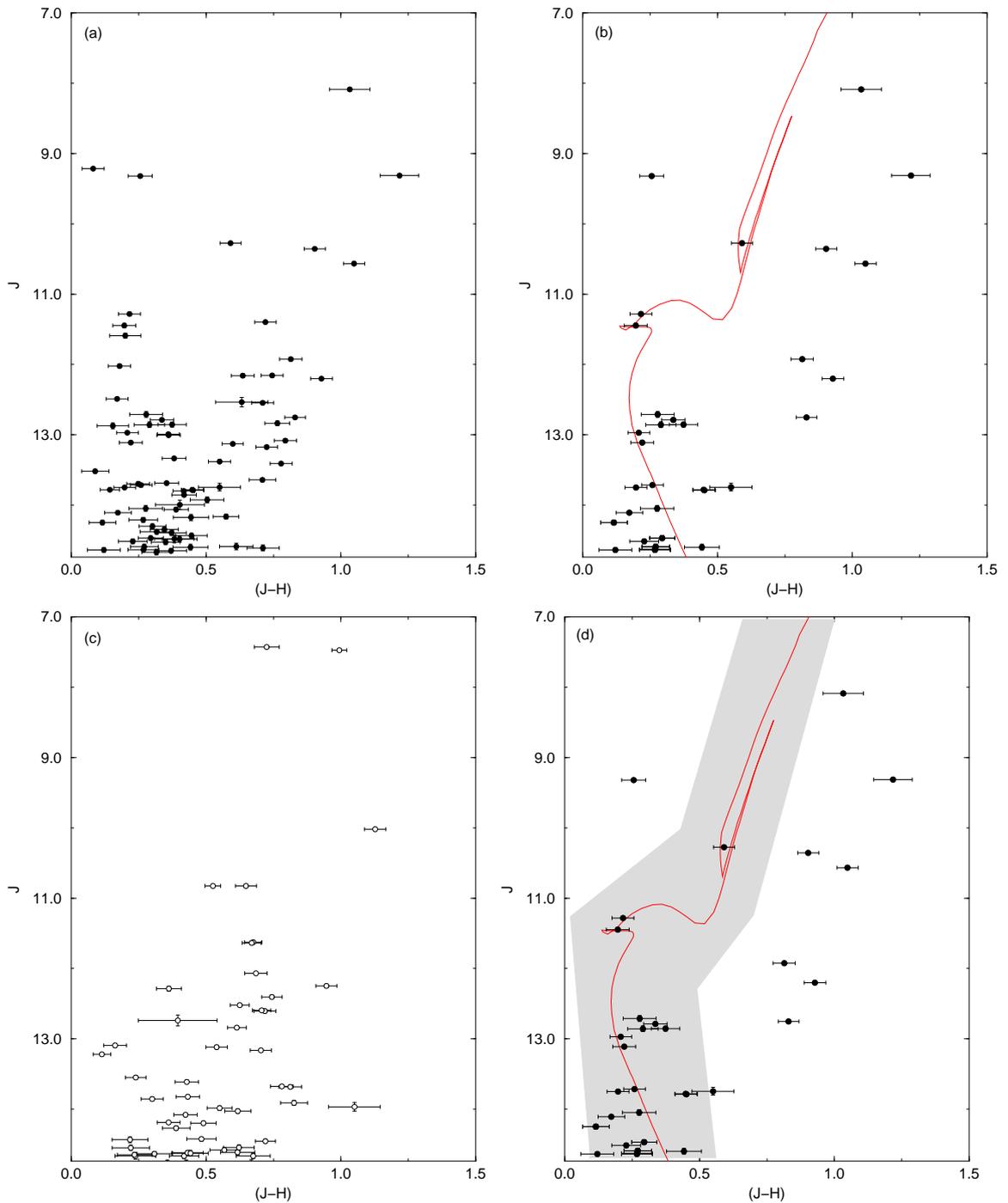


Figura 3.14: CMD 2MASS $J \times (J - H)$ de Be 63. Painel (a): CMD observado $J \times (J - H)$ para a região central ($R = 3'$) do objeto. Painel (b): CMD descontaminado das estrelas de campo e com o ajuste de uma isócrona de Padova de 1 Gano (linha sólida). Painel (c): estrelas de campo extraídas de um anel externo da amostra e de mesma área da região central. Painel (d): mostra o painel (c) acrescido do filtro CM.

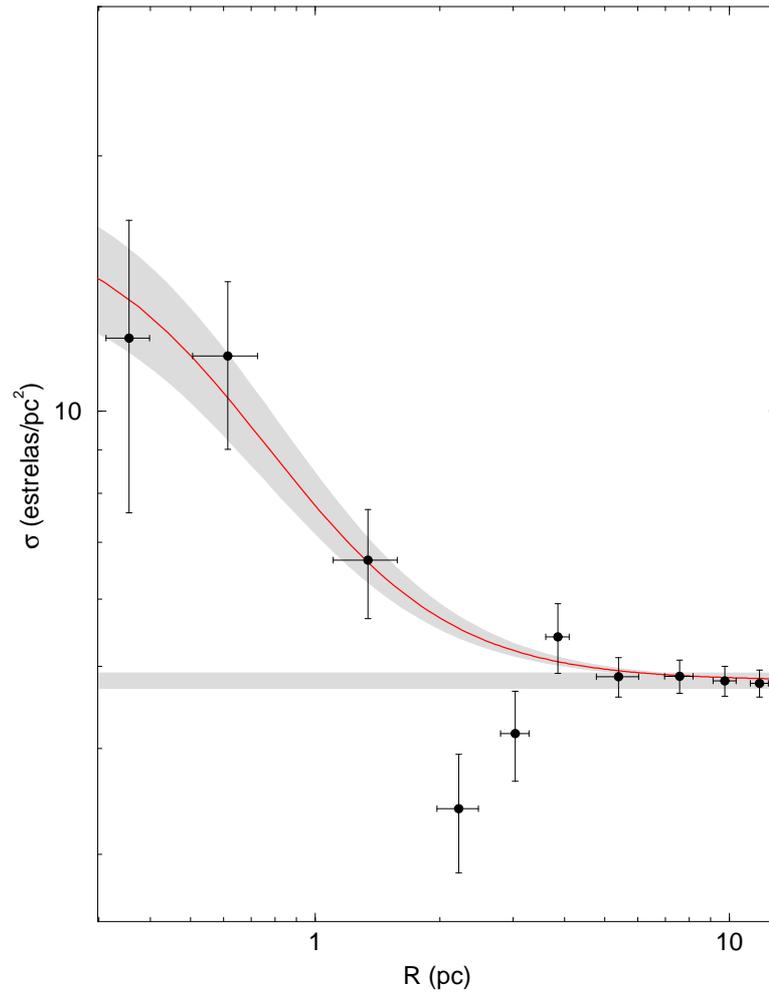


Figura 3.15: Perfil de densidade radial de Be 63 filtrado em cor-magnitude. O retângulo hachurado horizontal representa a contribuição das estrelas de campo. A linha sólida mostra o ajuste por um perfil de King e a região hachurada representa a incerteza de 1σ no ajuste.

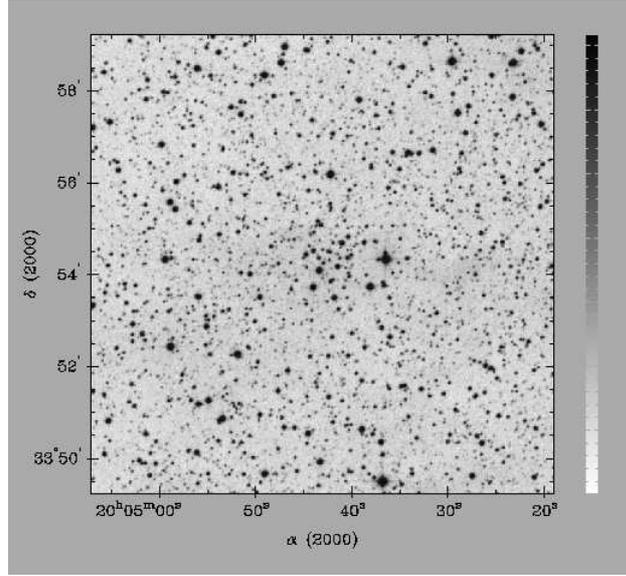


Figura 3.16: Idem à legenda da Fig. 3.1 para Be 84.

ajuste de uma isócrona de Padova de 360 Manos. E no painel (d) mostramos o filtro CM sobreposto ao CMD descontaminado.

A isócrona de melhor ajuste nos proporcionou a idade de 0.36 ± 0.05 Ganos, o avermelhamento $E(J - H) = 0.18 \pm 0.02$ mag que resulta em $E(B - V) = 0.58 \pm 0.06$ mag e $A_V = 1.79 \pm 0.2$ mag, o módulo de distância $(m - M)_0 = 11.70 \pm 0.05$ mag, a distância ao Sol de $d_\odot = 1.7 \pm 0.1$ kpc e a distância ao centro galáctico de $R_{GC} = 6.8 \pm 0.1$ kpc ($R_\odot = 7.2$ kpc) ou $R_{GC} = 7.6 \pm 0.1$ kpc ($R_\odot = 8.0$ kpc).

Para comparar com os resultados de Ducati et al. (2003), buscamos, no referido trabalho, os valores da correção por absorção interestelar de estrelas próximas do aglomerado. As estrelas HD190429 ($20^h03^m +36^\circ01'$) que apresenta $A_V = 1.69$ e HD227460 ($20^h04^m +36^\circ16'$) cujo valor é $A_V = 1.75$ foram as mais próximas de Be 84 que encontramos.

Os parâmetros estruturais do aglomerado foram derivados a partir do perfil de densidade radial filtrado em cor-magnitude (Fig. 3.18). A densidade da região central obtida é de $\sigma_{0K} = 21.96 \pm 6.93$ *estrelas pc⁻²* e a densidade do campo de comparação $\sigma_{campo} = 10.59 \pm 0.12$ *estrelas pc⁻²*. Temos um $R_{core} = 0.44 \pm 0.14$ pc e o raio limite $R_{lim} = 4.5 \pm 1.0$ pc. A escala é de $1' = 0.5$ pc, o $R_{core} = 0.22 \pm 0.12'$ e o $R_{lim} = 2.2 \pm 1.0'$. O ajuste no perfil apresenta um coeficiente de correlação de $CC = 0.89$.

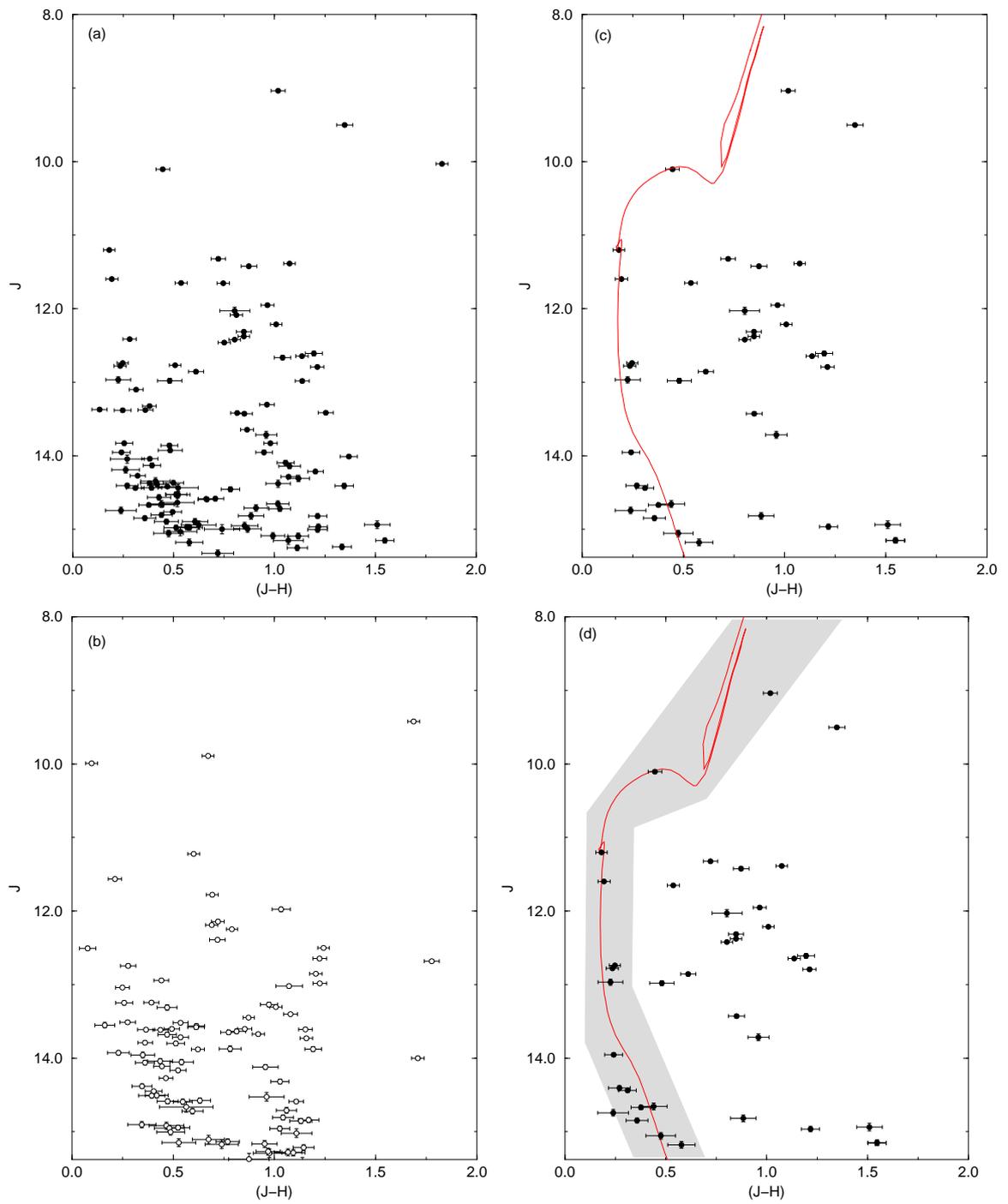


Figura 3.17: Idem à Fig. 3.2 para Be 84 com isócrona de 360 Manos e $R = 2'$.

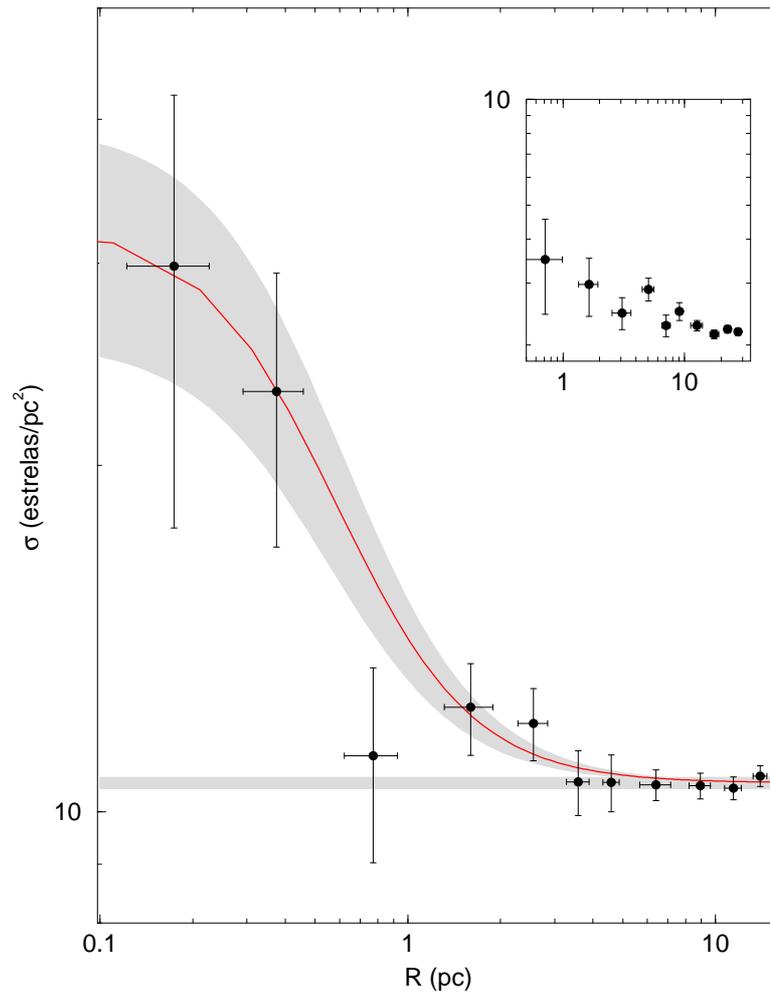


Figura 3.18: Idem à legenda da Fig. 3.3 para Be 84. A figura interna ao painel mostra o perfil construído para excesso de estrelas presente no CMD.

Na figura interna ao painel mostramos o perfil de densidade radial de Be 84 (Fig. 3.18) para o excesso de estrelas no CMD descontaminado. Esse perfil radial, como esperado, apresenta uma sobredensidade mas não segue uma lei de King, o que mostra que é flutuação de campo.

A estrutura de Be 84 segue um perfil de King e apesar das grandes barras de erro ele apresenta um bom contraste em relação ao campo de comparação, confirmando o que vemos na imagem XDSS. É um objeto para ser analisado com telescópios mais potentes.

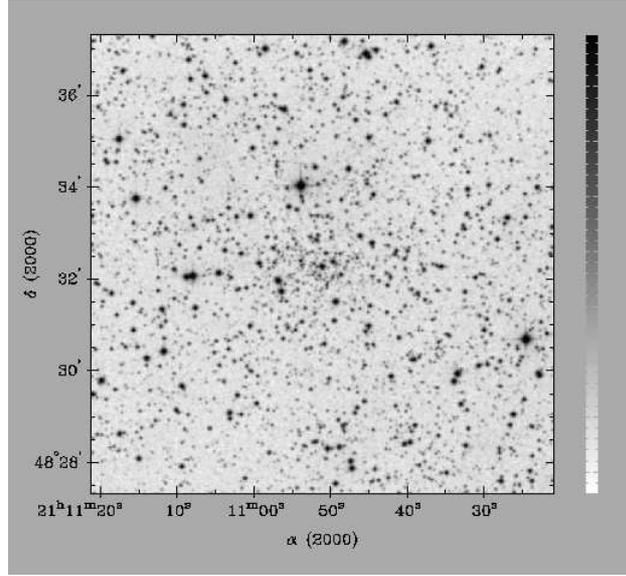


Figura 3.19: Idem à legenda da Fig. 3.1 para Be 91.

3.6 Berkeley 91

As coordenadas centrais estimadas para Be 91 são $\alpha(J2000) = 21^h10^m51^s$ e $\delta(J2000) = 48^\circ32'20''$ ou em coordenadas Galácticas $l = 90.06^\circ$ e $b = 0.13^\circ$.

A imagem XDSS na banda R para uma extração de raio $10'$ centrada nas coordenadas estimadas para Be 91 é mostrada na Fig. 3.19. O aglomerado apresenta um contraste objeto/campo identificável na imagem óptica.

Os parâmetros fundamentais e estruturais foram derivados através da fotometria 2MASS extraída de uma área circular de $R = 20'$.

Derivamos os parâmetros fundamentais através do ajuste de uma isócrona de 200 Manos no CMD descontaminado das estrelas de campo. Obtivemos um avermelhamento $E(J - H) = 0.40 \pm 0.01$ mag ou $E(B - V) = 1.28 \pm 0.03$ mag e $A_V = 3.97 \pm 0.1$ mag. O módulo de distância absoluto obtido através do ajuste é $(m - M)_0 = 15.10 \pm 0.05$ mag o que resultou numa distância $d_\odot = 10.5 \pm 0.1$ kpc e a $R_{GC} = 12.7 \pm 0.1$ kpc para $R_\odot = 7.2$ kpc ou $R_{GC} = 13.2 \pm 0.1$ kpc para $R_\odot = 8.0$ kpc.

A Fig. 3.20 mostra os CMDs: (a) observado da região central do aglomerado ($R = 3'$), (b) de um anel externo do campo de comparação com mesma área da região central, (c) descontaminada das estrelas de campo e com a solução de melhor ajuste de uma isócrona de Padova e, (d) o filtro CM sobreposto ao painel (c). A seqüência

quase vertical para $(J - H) \lesssim 0.5$ é, provavelmente, contribuição do disco da Galáxia. Além disso, o CMD de Be 91 se caracteriza por apresentar um proeminente *clump* de gigantes vermelhas.

Mostramos, na Fig. 3.21, o perfil de densidade radial de Be 91 construído através da fotometria 2MASS de uma área circular de $R = 20'$, dividida em anéis concêntricos com passos de $0.5'$ ($0' < R < 1'$), $1'$ ($1' < R < 2'$), $2'$ ($2' < R < 10'$) e $5'$ ($10' < R < 20'$). Para caracterizar o campo de comparação, usamos um anel externo de grande área ($10' < R < 20'$) com a finalidade de garantir a significância estatística dos dados obtidos.

Os parâmetros estruturais derivados através do RDP e do ajuste de um perfil de King são: a densidade central $\sigma_{0K} = 1.15 \pm 0.67 \text{ estrelas } pc^{-2}$, a densidade do campo de comparação $\sigma_{campo} = 0.25 \pm 0.01 \text{ estrelas } pc^{-2}$, o $R_{core} = 1.42 \pm 0.74 \text{ pc}$ e o raio limite $R_{lim} = 16 \pm 4 \text{ pc}$. A escala é de $1' = 3.03 \text{ pc}$, o $R_{core} = 0.46 \pm 0.08'$ e o $R_{lim} = 5.28 \pm 0.6'$. Com coeficiente de correlação de $CC = 0.82$.

A baixa densidade de estrelas, tanto do campo de comparação quanto da região central do aglomerado, pode ser consequência do reduzido número de estrelas selecionadas pelo filtro CM (Fig. 3.20d). O proeminente *clump* de gigantes, o baixo contraste objeto/campo e as flutuações do perfil em relação ao campo fazem de Be 91 um forte candidato à remanescente de aglomerado aberto (Pavani & Bica 2007). Sugerimos novas observações, da seqüência principal, com telescópios maiores a fim de melhor determinar os parâmetros básicos de Be 91.

3.7 Czernik 6

De acordo com o WEBDA, as coordenadas centrais de Cz 6 são: a ascensão reta $\alpha(J2000) = 02^h02^m00^s$ e a declinação $\delta(J2000) = 62^\circ50'00''$ ou, em coordenadas Galácticas, longitude $l = 130.887^\circ$ e latitude $b = 1.056^\circ$. No entanto, o RDP correspondente apresenta uma depressão para $R = 0'$. Procuramos por novas coordenadas que maximizem a densidade de estrelas na região central. As nossas coordenadas otimizadas são: $\alpha(J2000) = 02^h02^m07^s$ e $\delta(J2000) = 62^\circ50'30''$ que, em coordenadas Galácticas correspondem a $l = 130.90^\circ$ e $b = 1.07^\circ$.

A imagem XDSS ($10' \times 10'$) na banda R centrada nas coordenadas otimizadas de Cz 6 (Fig. 3.22) mostra uma pequena concentração de estrelas na região central. A presença de algumas estrelas brilhantes produz um contraste visual em relação ao campo de comparação.

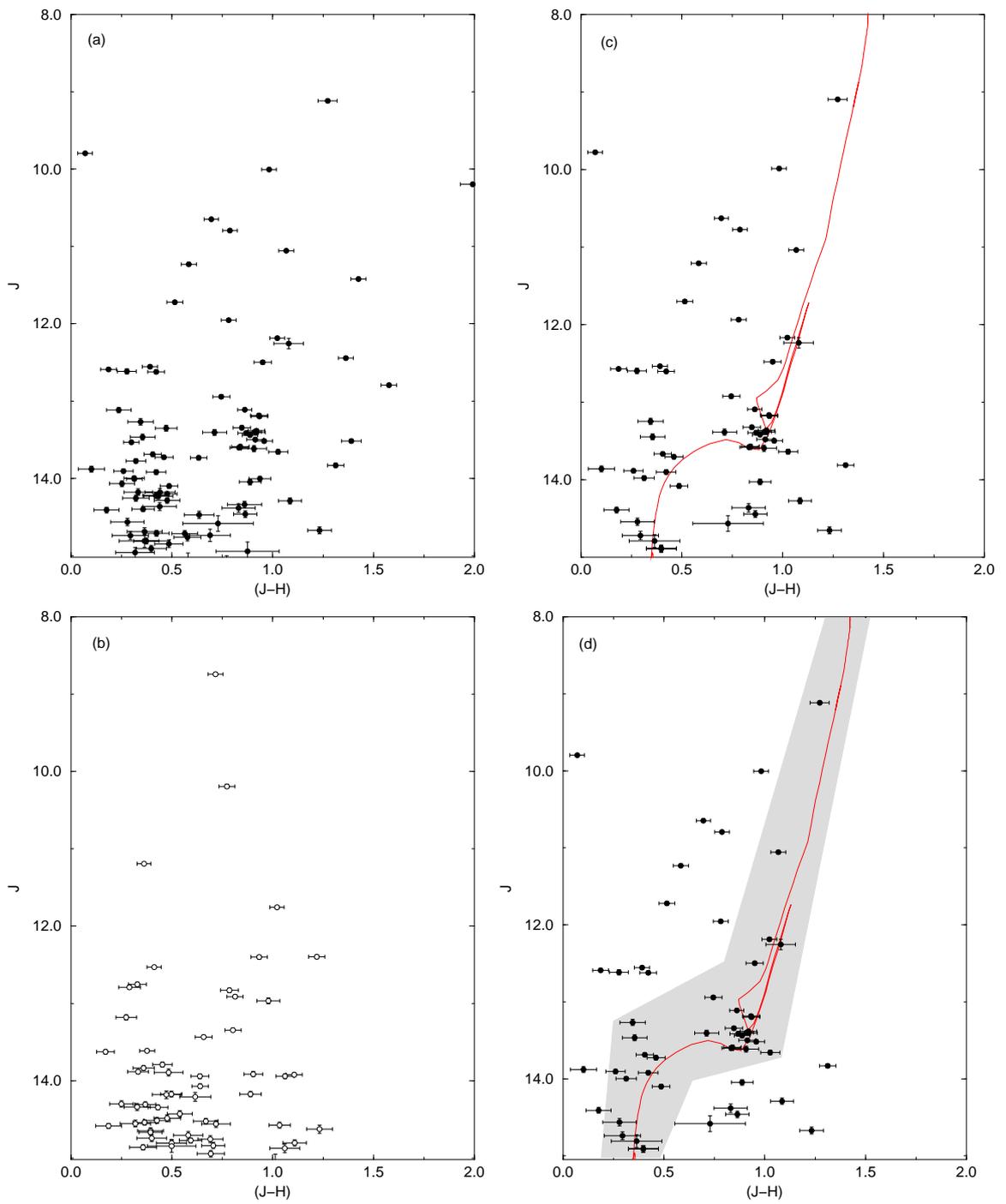


Figura 3.20: Idem à Fig. 3.2 para Be 91 com isócrona de 200 Manos e $R = 3'$.

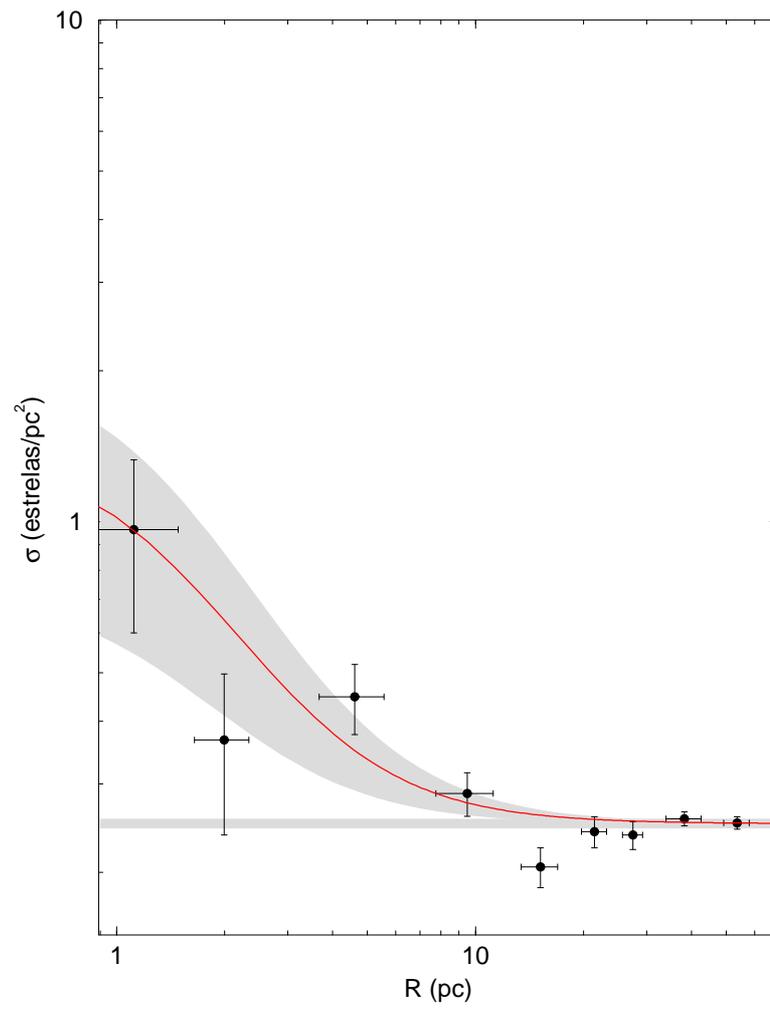


Figura 3.21: Idem à legenda da Fig. 3.3 para Be 91.

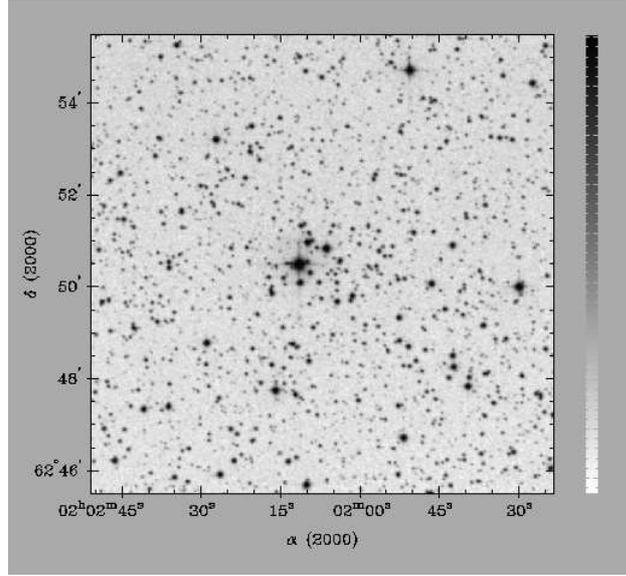


Figura 3.22: Idem à legenda da Fig. 3.1 para Cz 6.

Os parâmetros fundamentais foram derivados a partir do CMD (Fig. 3.23) descontaminado das estrelas de campo com o ajuste de uma isócrona de Padova de 2 Ganos. Obtivemos os seguintes resultados: a idade de 2.0 ± 0.6 Ganos, avermelhamento $E(J-H) = 0.11 \pm 0.01$ mag ou $E(B-V) = 0.35 \pm 0.03$ mag e $A_V = 1.09 \pm 0.1$ mag. O módulo de distância resultou $(m-M)_0 = 11.10 \pm 0.05$ mag e a distância ao Sol $d_\odot = 1.6 \pm 0.1$ kpc. A distância Galactocêntrica estimada é de $R_{GC} = 8.4 \pm 0.1$ kpc para $R_\odot = 7.2$ kpc e $R_{GC} = 9.2 \pm 0.1$ kpc para $R_\odot = 8.0$ kpc.

Derivamos os parâmetros estruturais de Cz 6 através do perfil de densidade radial filtrado em cor-magnitude com o ajuste de um perfil de King. A solução de melhor ajuste é mostrada na Fig. 3.24. Os parâmetros derivados são: densidade central $\sigma_{0K} = 18.36 \pm 11.33$ *estrelas pc⁻²*, densidade do campo $\sigma_{campo} = 3.78 \pm 0.08$ *estrelas pc⁻²*, o $R_{core} = 0.26 \pm 0.12$ pc que corresponde ao raio da região central, e o raio limite $R_{lim} = 3.0 \pm 1.0$ pc que corresponde à distância do centro do aglomerado até a região onde o ajuste e o campo são estatisticamente indistinguíveis. A escala é de $1' = 0.48$ pc, o $R_{core} = 0.54 \pm 0.25'$ e o $R_{lim} = 6.25 \pm 2.0'$. O coeficiente de correlação do ajuste é de $CC = 0.74$.

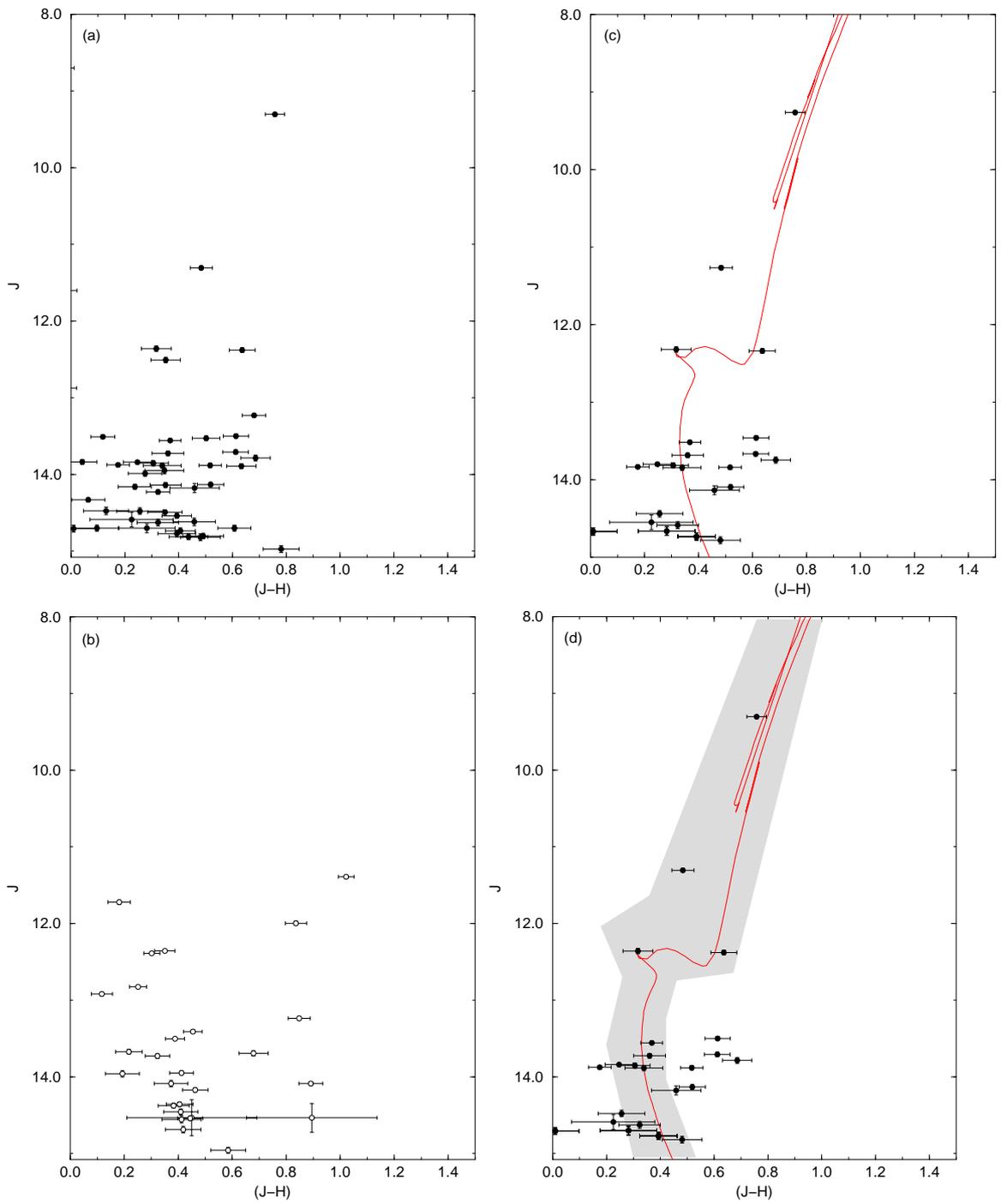


Figura 3.23: Idem à Fig. 3.2 para Cz 6 com isócrona de 2 Ganos e $R = 2'$.

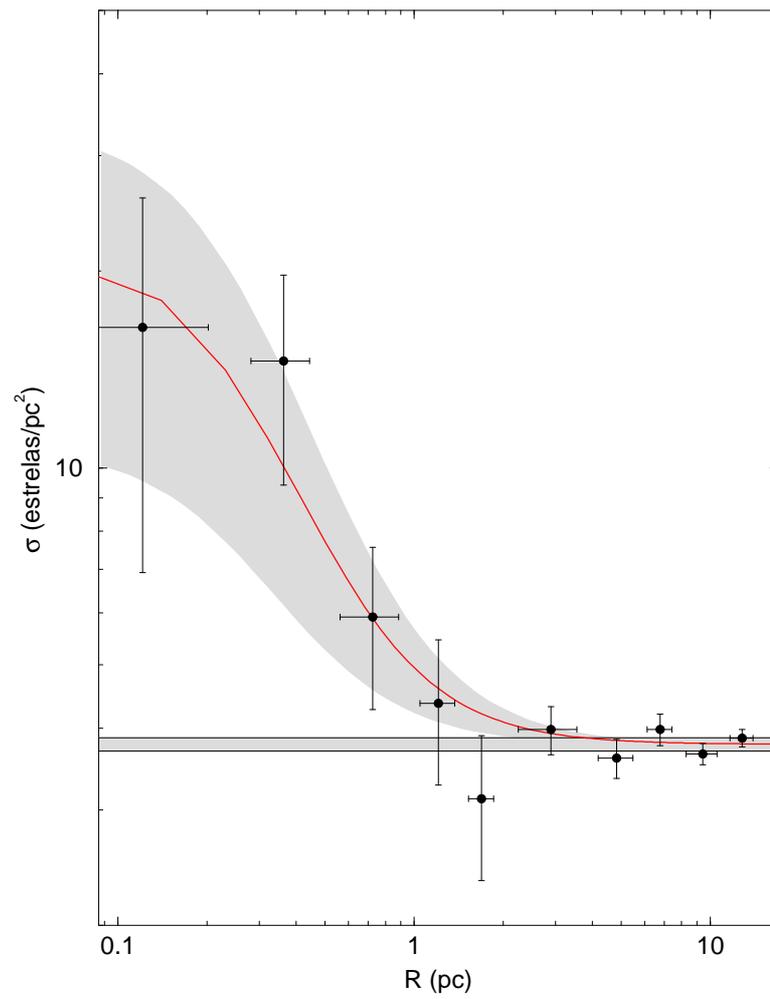


Figura 3.24: Idem à legenda da Fig. 3.3 para Cz 6.

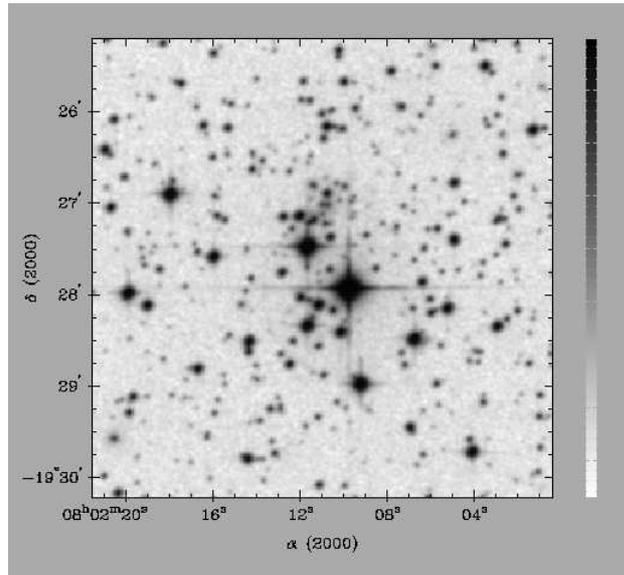


Figura 3.25: Imagem XDSS ($5' \times 5'$) na banda R para Ru 46.

3.8 Ruprecht 46

Ru 46 foi descoberto por (Alter et al. 1960) que o descreveu como um aglomerado pobre com diâmetro angular de aproximadamente $2.0'$ e foi capaz de contar 24 possíveis membros. Mais tarde (Vogt & Moffat 1972) estudou Ru 46 sugerindo que tratava-se de um aglomerado aberto velho com avermelhamento $E(B - V) = 0.07$ mag, módulo de distância $(m - M)_0 = 9.60$ mag e $d_\odot = 0.75$ kpc. E, finalmente, Carraro & Patat (1995) o consideraram como flutuação do campo.

Na Fig. 3.26 apresentamos os CMDs observado (a), do campo (b), descontaminado (c) e o filtro CM (d). A comparação dos CMDs observado e do campo correspondente mostra evidências de um sistema físico, principalmente para $J < 14$. Ajustamos uma isócrona de 1.4 Ganos, o que indica um aglomerado velho. Além da idade, derivamos como parâmetros astrofísicos fundamentais, para Ru 46, o avermelhamento $E(J - H) = 0.02 \pm 0.02$ mag ou $E(B - V) = 0.06 \pm 0.06$ mag que resulta $A_V = 0.2 \pm 0.2$ mag, o módulo de distância de $(m - M)_0 = 10.84 \pm 0.05$ forneceu uma distância ao Sol de aproximadamente $d_\odot = 1.5 \pm 0.1$ kpc. A distância Galactocêntrica para Ru 46 ficou em $R_{GC} = 8.07 \pm 0.1$ kpc para $R_\odot = 7.2$ kpc e $R_{GC} = 8.86 \pm 0.1$ kpc para $R_\odot = 8.0$ kpc.

Mostramos o RDP de Ru 46 na Fig. 3.27. Apesar das grandes barras de erro o RDP apresenta um bom ajuste por um perfil de King e a região central confirma

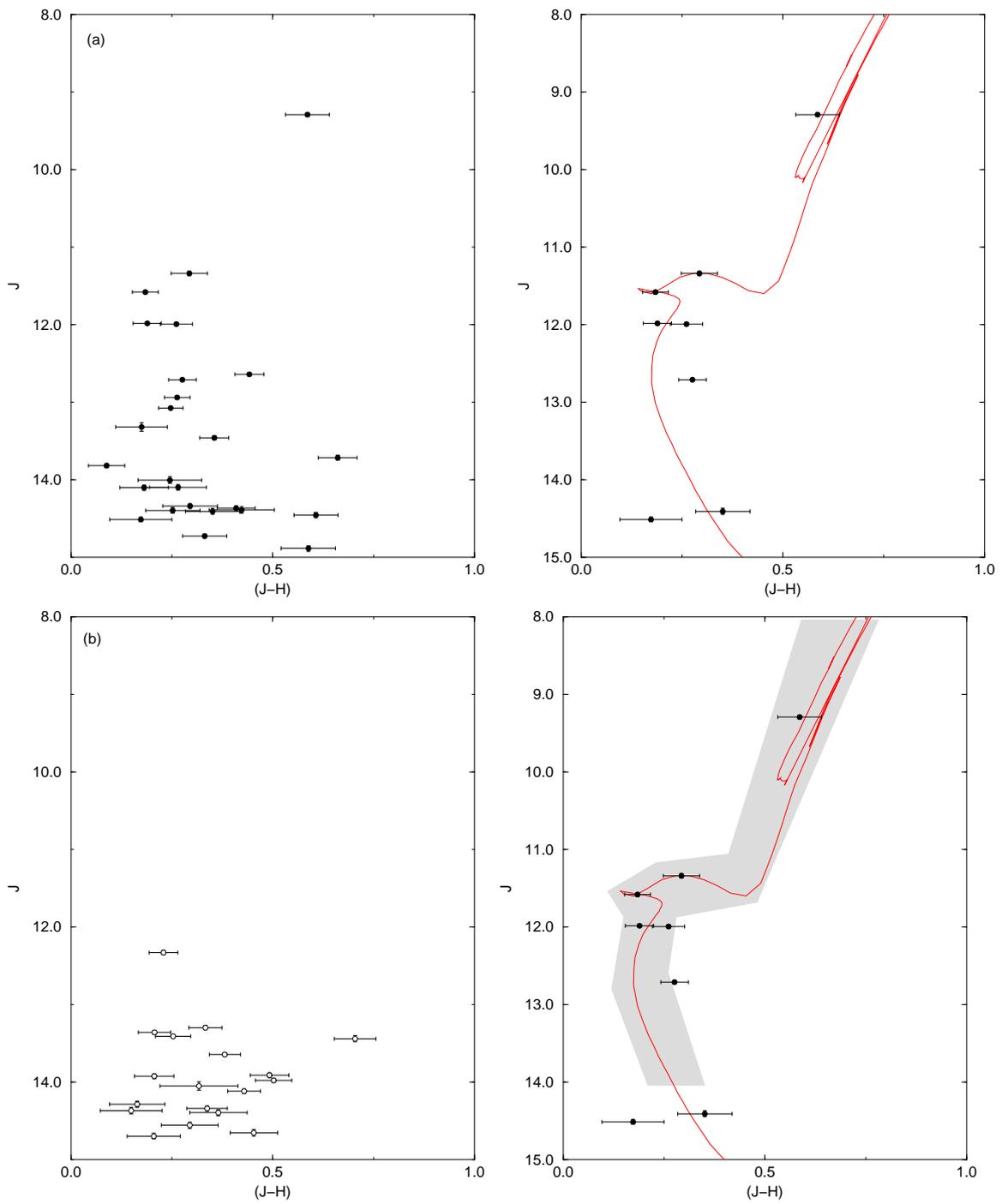


Figura 3.26: Idem à Fig. 3.2 para Ru 46 com isócrona de 1.4 Ganos e $R = 2'$.

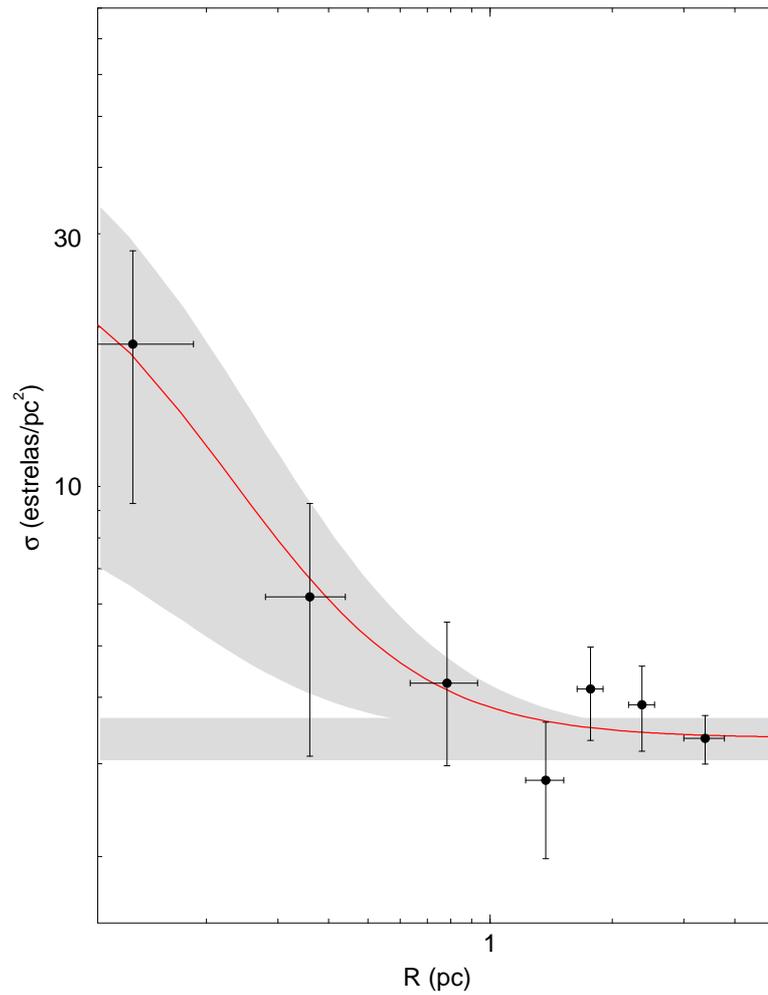


Figura 3.27: RDP de Ru 46 filtrado em cor-magnitude.

o contraste de densidade em relação ao campo observado na imagem XDSS para o objeto. Trata-se de um caso limite mas o RDP de Ru 46 é característico de remanescentes de aglomerados abertos. Os parâmetros astrofísicos estruturais derivados para o objeto são: a densidade central $\sigma_{0K} = 17.5 \pm 3.5 \text{ estrelas } pc^{-2}$, a densidade do campo de comparação $\sigma_{campo} = 3.35 \pm 0.3 \text{ estrelas } pc^{-2}$, o $R_{core} = 0.13 \pm 0.08 \text{ pc}$ e um $R_{lim} = 2.3 \pm 1.0 \text{ pc}$. O ajuste apresentou um coeficiente de correlação muito bom, para o reduzido número de estrelas, $CC = 0.84$.

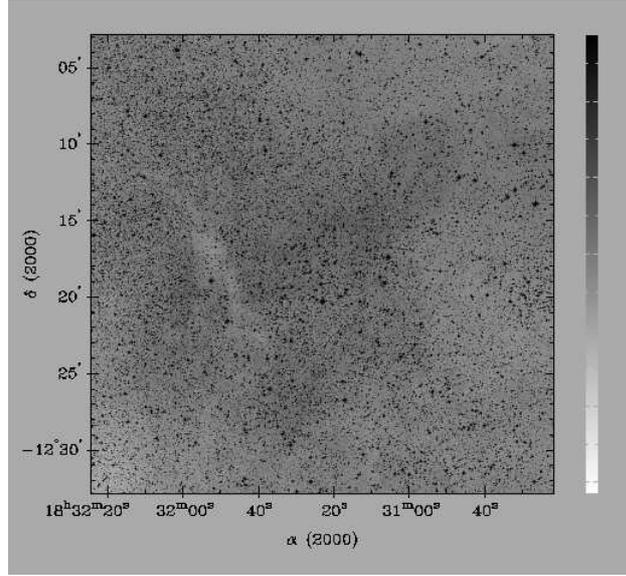


Figura 3.28: Imagem XDSS na banda R ($30' \times 30'$) centrada nas coordenadas otimizadas de Ru 141.

3.9 Ruprecht 141

Ru 141 tem como coordenadas no WEBDA $\alpha(J2000) = 18^h31^m19^s$ e $\delta(J2000) = -12^\circ19'11''$ que equivale a $l = 19.69^\circ$ e $b = -1.20^\circ$. Este objeto também foi estudado por Kharchenko et al. (2005b) que derivou uma distância ao Sol de $d_\odot = 5.5$ kpc, avermelhamento de $E(B - V) = 0.57$ mag, $(m - M)_0 = 15.47$ mag e idade de aproximadamente 9 Manos.

Ao buscarmos os parâmetros de Ru 141 percebemos que o RDP correspondente apresenta uma depressão para $R = 0'$. Procuramos por novas coordenadas centrais que maximizem a densidade de estrelas na região central nos mapas XDSS. As novas coordenadas otimizadas para o centro do aglomerado são: $\alpha(J2000) = 18^h31^m23^s$ e $\delta(J2000) = -12^\circ17'50''$ que convertidos para coordenadas Galácticas ficam $l = 19.72^\circ$ e $b = -1.21^\circ$.

A imagem XDSS (Fig. 3.28) na banda R mostra o aglomerado com grande contaminação por estrelas de campo. Também podemos notar um possível avermelhamento diferencial no campo.

Os parâmetros fundamentais de Ru 141 foram derivados a partir do CMD descontaminado das estrelas de campo com ajuste de uma isócrona de Padova de 32 Manos. Obtivemos os seguintes resultados: avermelhamento $E(J - H) = 0.14 \pm 0.01$

mag ou $E(B - V) = 0.45 \pm 0.03$ mag e $A_V = 1.39 \pm 0.1$ mag. Ducati et al. (2003) encontraram para a estrela HD170740 ($18^h31^m -10^\circ47'$) $A_V = 1.6$ e $R_V = 3.2$. O módulo de distância é $(m - M)_0 = 11.33 \pm 0.05$ mag e a distância ao Sol $d_\odot = 1.9 \pm 0.1$ kpc. A distância Galactocêntrica estimada é de aproximadamente $R_{GC} = 5.5 \pm 0.1$ kpc para $R_\odot = 7.2$ e $R_{GC} = 6.3 \pm 0.1$ kpc para $R_\odot = 8.0$ kpc.

Para os parâmetros estruturais a solução de melhor ajuste é mostrada na fig. 3.30. A partir do ajuste de um perfil de King derivamos o $R_{core} = 1.6 \pm 0.65$ pc, a densidade de estrelas projetada sobre a região central $\sigma_{0K} = 2.62 \pm 1.44$ *estrelas pc⁻²* e a densidade do campo $\sigma_{campo} = 0.90 \pm 0.10$ *estrelas pc⁻²*. O raio limite estimado é de $R_{lim} = 12.0 \pm 1.5$ pc. A escala é de $1' = 0.53$ pc, o $R_{core} = 3.0 \pm 1.2'$ e o $R_{lim} = 22.4 \pm 2.8'$. O ajuste apresenta um $CC = 0.85$.

3.10 Ruprecht 144

De acordo com o WEBDA, as coordenadas espaciais de Ru 144 são $\alpha(J2000) = 18^h33^m34^s$ e $\delta(J2000) = -11^\circ25'00''$ que convertidas para coordenadas Galácticas ficam $l = 20.749^\circ$ e $b = -1.278^\circ$. As nossas coordenadas otimizadas são $\alpha(J2000) = 18^h33^m33^s$ e $\delta(J2000) = -11^\circ25'09''$ que correspondem em coordenadas Galácticas a $l = 20.744^\circ$ e $b = -1.275^\circ$.

A Fig. 3.31 mostra a imagem XDSS na banda R para a extração de raio $10'$ centrada nas coordenadas otimizadas para o centro de Ru 144. A imagem mostra-se bastante contaminada pelo campo e indica um possível avermelhamento diferencial. Mesmo assim, a imagem apresenta um claro contraste visual em relação ao fundo do céu e indica tratar-se de um objeto de grande diâmetro visual.

Fizemos a extração de fotometria 2MASS numa área circular de raio $R = 40'$ centrada nas coordenadas otimizadas para o centro do objeto. A grande área de extração fornece a estatística necessária para a caracterização das estrelas de campo.

Na Fig. 3.32 apresentamos o CMD J x (J-H), construído a partir da fotometria 2MASS, para Ru 144. No painel (a) apresentamos o CMD observado da região central do objeto ($R = 3'$), que mostra a provável contaminação por estrelas do bojo, especialmente, para $(J - H) \gtrsim 0.75$. No painel (b) a contribuição das estrelas do campo de comparação extraída de um anel externo de mesma área. Mostramos no painel (c) o CMD descontaminado das estrelas de campo e com a isócrona de melhor ajuste que forneceu a idade de 450 ± 100 Manos, o avermelhamento $E(J - H) = 0.24 \pm 0.01$ mag que corresponde a $E(B - V) = 0.77 \pm 0.03$ mag, a correção por absorção interestelar

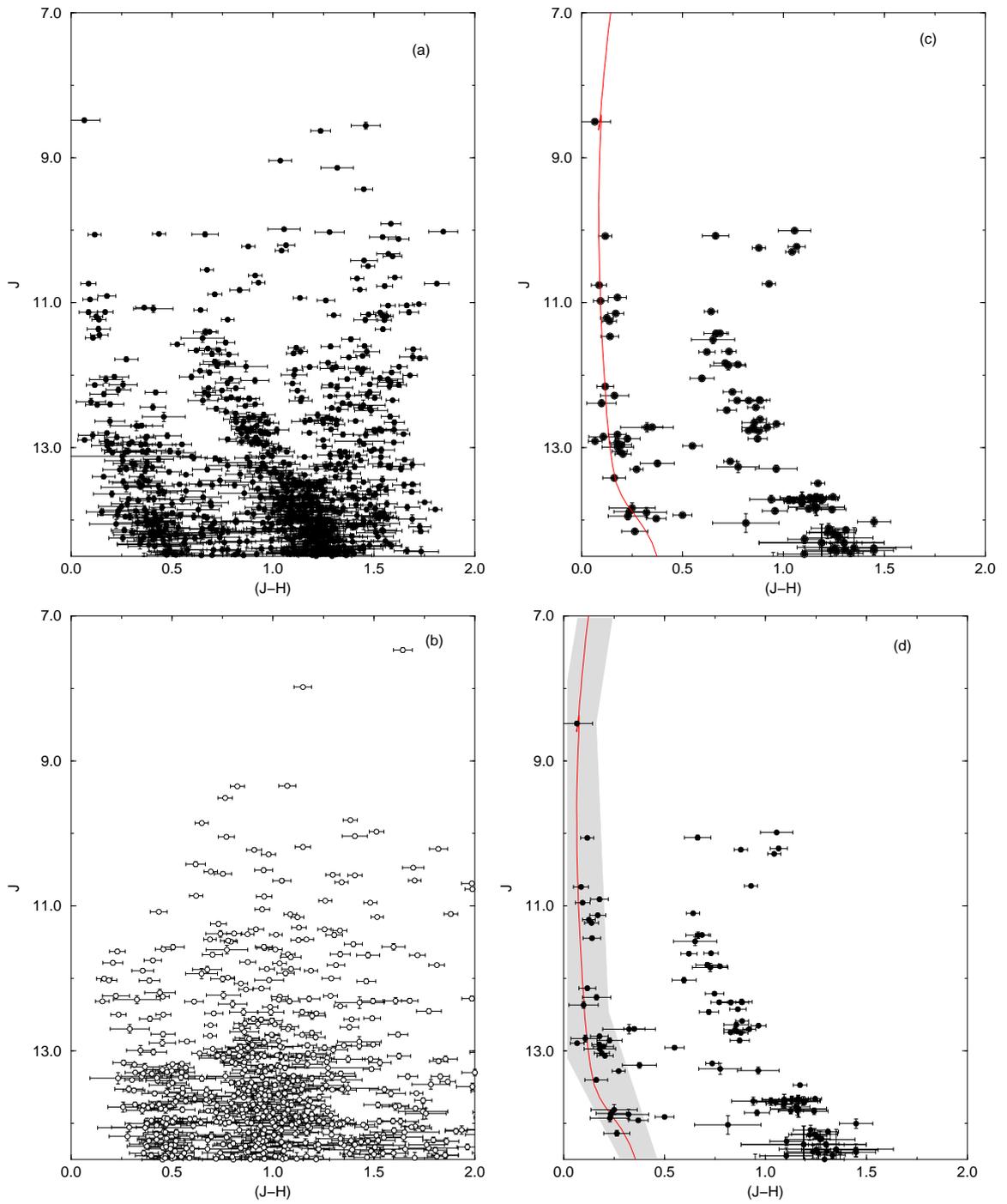


Figura 3.29: Idem à Fig. 3.2 para Ru 141 com isócrona de 32 Manos e $R = 3'$.

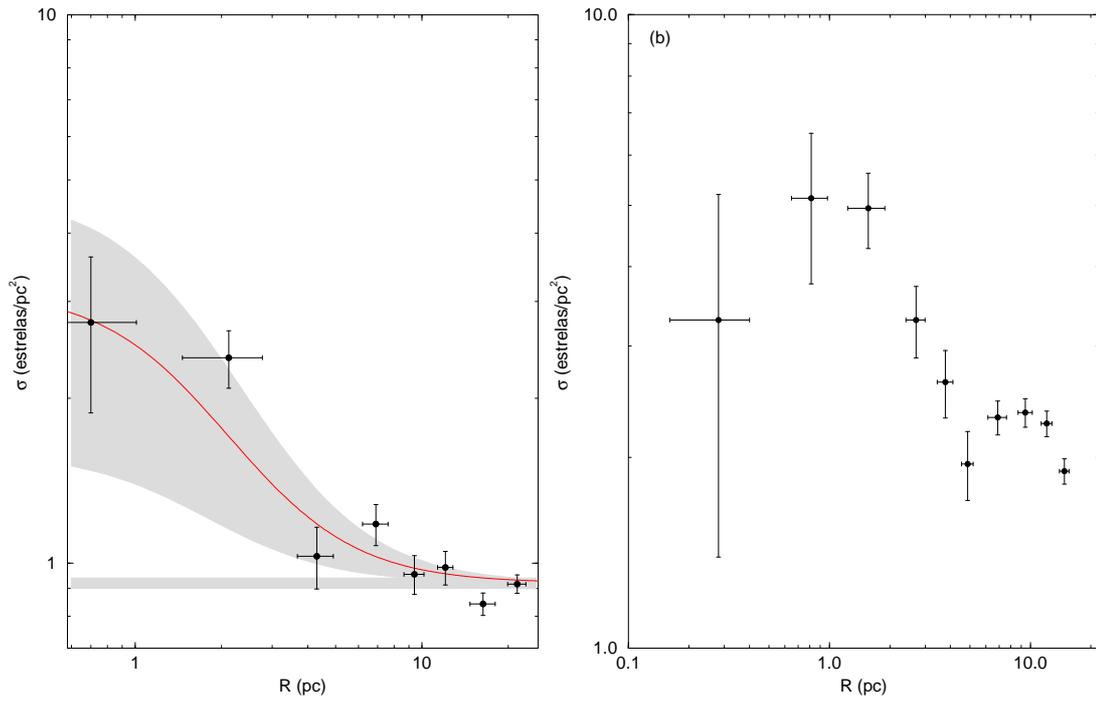


Figura 3.30: Painel (a): perfil de densidade radial das estrelas em Ru 141 filtrado em cor-magnitude, construído com a fotometria 2MASS e as coordenadas otimizadas. O retângulo hachurado horizontal representa a contribuição das estrelas de campo. A linha sólida mostra o ajuste por um perfil de King e a região hachurada ao seu redor representa a incerteza de 1σ no ajuste. Painel (b): perfil de densidade radial construído com a fotometria 2MASS e as coordenadas WEBDA. O RDP apresenta uma depressão em $R = 0'$.

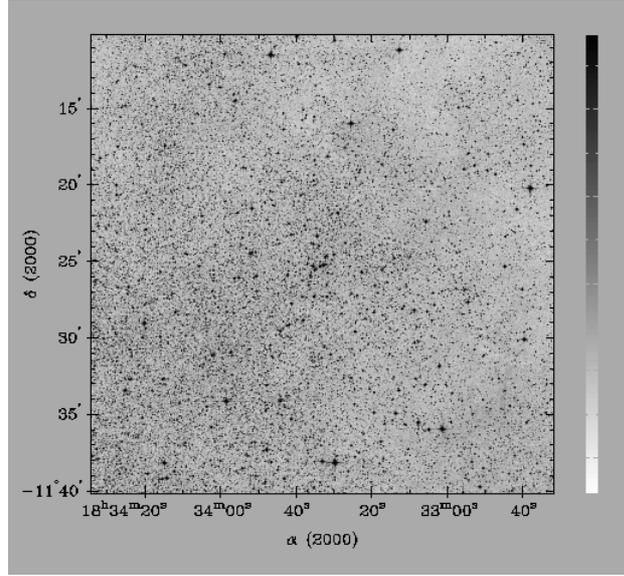


Figura 3.31: Imagem XDSS na banda R ($30' \times 30'$) centrada nas coordenadas otimizadas de Ru 144.

$A_V = 2.38 \pm 0.1$ mag e o módulo de distância absoluto $(m - M)_0 = 11.05 \pm 0.05$ mag que resulta numa distância ao Sol $d_\odot = 1.6 \pm 0.1$ kpc. A distância Galactocêntrica para $R_\odot = 7.2$ kpc é de $R_{GC} = 5.7 \pm 0.1$ kpc e para $R_\odot = 8.0$ kpc, $R_{GC} = 6.5 \pm 0.1$ kpc. E finalmente, no painel (d) repetimos o painel (c) acrescido do filtro CM.

Ducati et al. (2003) encontraram para a estrela HD171589 ($18^h36^m -14^\circ06'$) $A_V = 2.03$. A diferença é justificável, visto que a estrela e o aglomerado encontram-se em regiões não muito próximas.

A Fig. 3.33 mostra o RDP, construído com a fotometria 2MASS filtrada em cor-magnitude, para Ru 144. O perfil radial apresenta concentração central acima do campo seguida de uma depressão intensa que provavelmente é ocasionada pelo avermelhamento diferencial na região do aglomerado confirmando o que vemos no mapa XDSS da Fig. ???. O melhor ajuste por um perfil de King forneceu um $R_{core} = 0.80 \pm 0.10$ pc. A densidade da região central é $\sigma_{0K} = 22.5 \pm 4.4$ *estrelas* pc^{-2} e a densidade do campo $\sigma_{campo} = 7.1 \pm 0.1$ *estrelas* pc^{-2} ($25' < R < 40'$). Considerando as flutuações do RDP em relação ao campo estimamos o raio limite em $R_{lim} = 10.0 \pm 2.0$ pc. A escala é de $1' = 0.47$ pc, o $R_{core} = 1.7 \pm 0.2'$ e o $R_{lim} = 21.3 \pm 4.2'$. O ajuste apresentou um coeficiente de correlação de $CC = 0.97$.

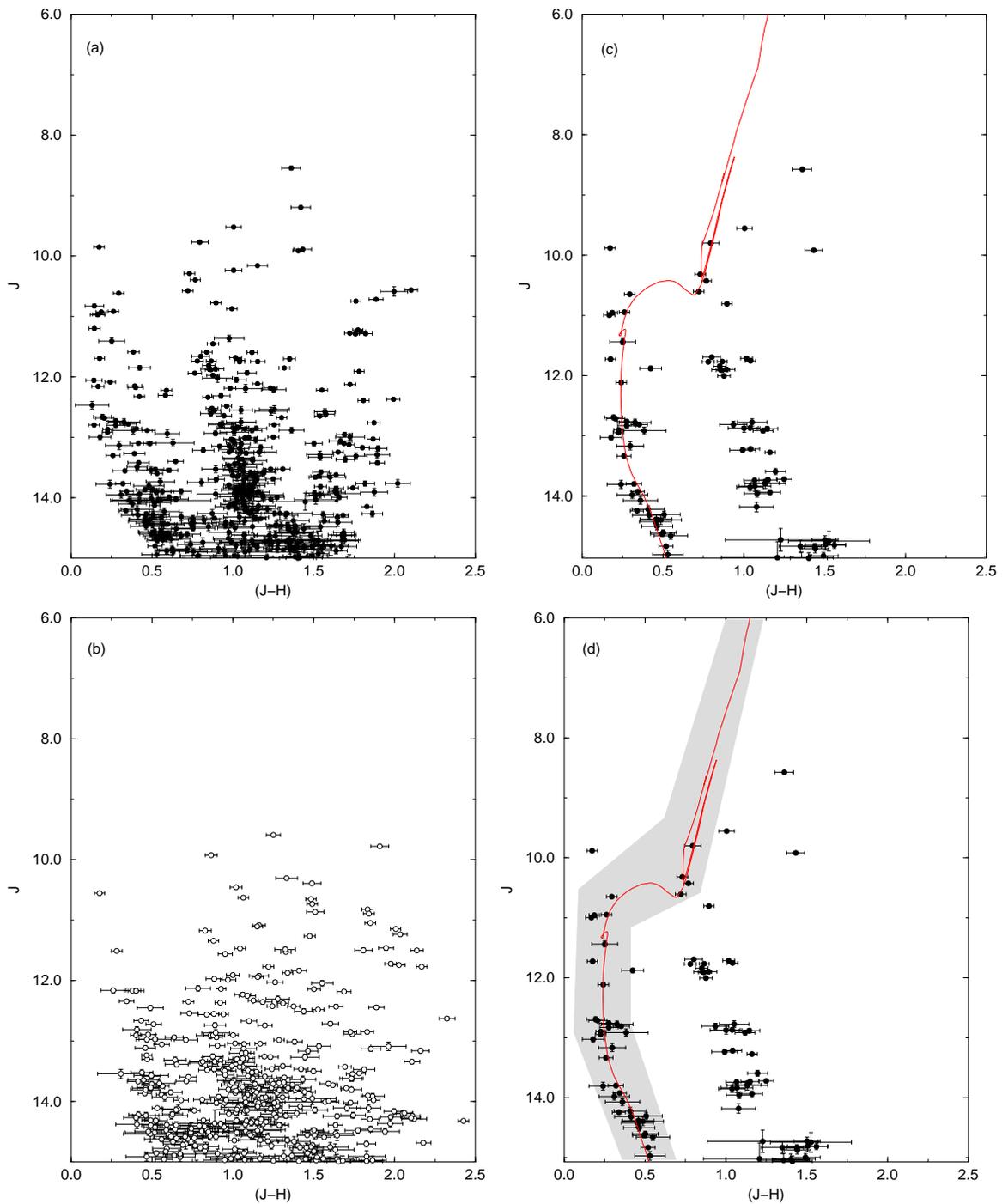


Figura 3.32: Idem à Fig. 3.2 para Ru 144 com isócrona de 450 Manos e $R = 3'$. A seqüência quase vertical para $(J - H) \gtrsim 0.75$ pode ser resultado da contaminação por estrelas do bojo

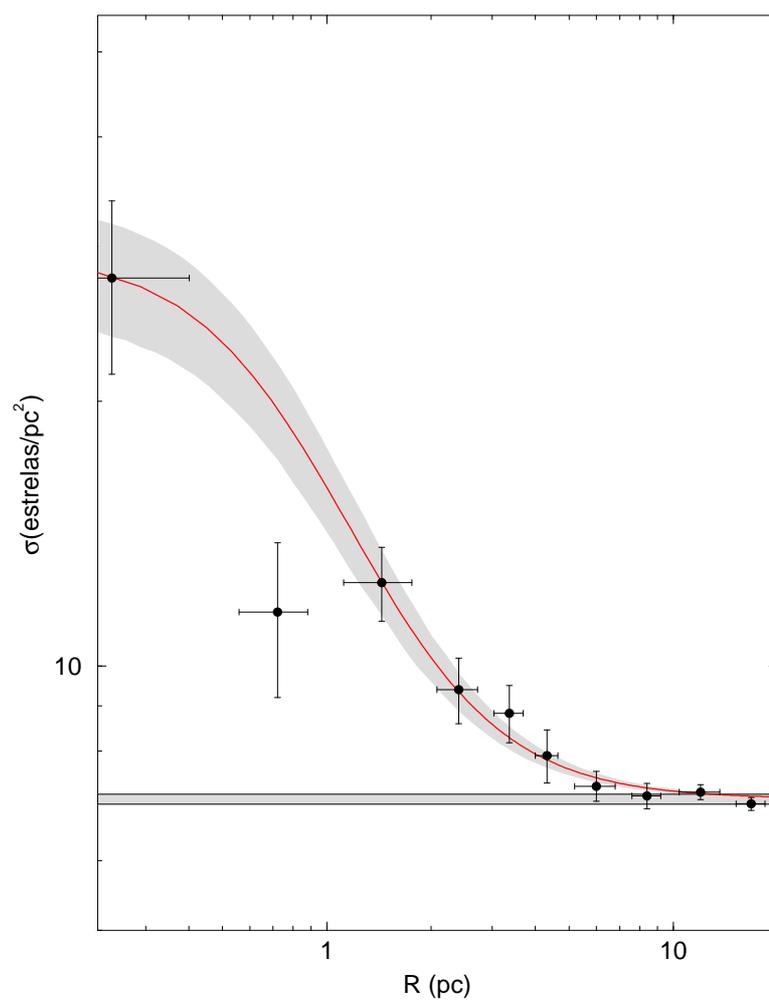


Figura 3.33: Idem à legenda da Fig. 3.3 para Ru 144..

3.11 Resultados

Nas tabelas a seguir, mostramos os resultados obtidos para a amostra de aglomerados abertos no domínio óptico. A tabela 3.1 mostra as coordenadas WEBDA e as nossas coordenadas otimizadas para maximizar a densidade de estrelas na região central dos aglomerados abertos analisados.

Tabela 3.1: Coordenadas WEBDA e otimizadas.

| Aglomerado | WEBDA | | | | Otimizadas | | | |
|------------|---------------------------|--------------------------------------|---------------------|---------------------|---------------------------|--------------------------------------|---------------------|---------------------|
| | $\alpha(2000)$ (h m s) | $\delta(2000)$ ($^{\circ}$ ' '') | l ($^{\circ}$) | b ($^{\circ}$) | $\alpha(2000)$ (h m s) | $\delta(2000)$ ($^{\circ}$ ' '') | l ($^{\circ}$) | b ($^{\circ}$) |
| Be 63 | 02 19 36 | 63 43 00 | 132.506 | 2.496 | 02 19 28 | 63 42 25 | 132.50 | 2.48 |
| Be 84 | 20 04 43 | 33 54 18 | 70.924 | 1.271 | 20 04 43 | 33 54 15 | 70.92 | 1.27 |
| Be 91 | 21 10 52 | 48 32 12 | 90.064 | 0.132 | 21 10 51 | 48 32 20 | 90.06 | 0.13 |
| Cz 6 | 02 02 00 | 62 50 00 | 130.887 | 1.056 | 02 02 07 | 62 50 30 | 130.90 | 1.07 |
| Cz 7 | 02 02 24 | 62 15 00 | 131.159 | 0.524 | 02 03 01 | 62 15 20 | 131.16 | 0.53 |
| Cz 12 | 02 39 12 | 54 55 00 | 138.079 | -4.754 | 02 39 25 | 54 54 55 | 138.11 | -4.74 |
| Ru 46 | 08 02 10 | -19 28 00 | 238.365 | 5.907 | 08 02 11 | -19 27 42 | 238.36 | 5.91 |
| Ru 141 | 18 31 19 | -12 19 11 | 19.69 | -1.20 | 18 31 23 | -12 17 50 | 19.72 | -1.21 |
| Ru 144 | 18 33 34 | -11 25 00 | 20.749 | -1.278 | 18 33 33 | -11 25 09 | 20.744 | -1.275 |
| Ru 172 | 20 11 34 | 35 35 59 | 73.11 | 1.01 | 20 11 39 | 35 37 30 | 73.141 | 1.00 |

Mostramos os parâmetros fundamentais derivados para os candidatos a aglomerados abertos ópticos na tabela 3.2. As incertezas na distância ao Sol e na distância Galactocêntrica são de 0.1 kpc para todos os candidatos.

Tabela 3.2: Parâmetros fundamentais da amostra de aglomerados abertos no domínio óptico, derivados a partir da fotometria 2MASS descontaminada das estrelas do campo. O erro médio nas distâncias ao Sol e Galactocêntrica é de ± 0.1 kpc.

| Aglomerado | Idade (Gano) | $E(B - V)$ (mag) | d_{\odot} (kpc) | R_{GC} (kpc) |
|------------|-----------------|---------------------|----------------------|-------------------|
| Be 63 | 1.0 ± 0.3 | 0.19 ± 0.06 | 1.6 | 8.4 |
| Be 84 | 0.36 ± 0.05 | 0.58 ± 0.06 | 1.7 | 6.8 |
| Be 91 | 0.2 ± 0.04 | 1.28 ± 0.03 | 10.5 | 12.7 |
| Cz 6 | 2.0 ± 0.6 | 0.35 ± 0.03 | 1.7 | 8.4 |
| Cz 7 | 2.0 ± 0.3 | 0.2 ± 0.03 | 2.3 | 8.9 |
| Cz 12 | 1.9 ± 0.7 | 0.06 ± 0.06 | 2.3 | 9.0 |
| Ru 46 | 1.4 ± 0.3 | 0.06 ± 0.06 | 1.5 | 8.1 |
| Ru 141 | 0.03 ± 0.02 | 0.45 ± 0.1 | 1.85 | 5.5 |
| Ru 144 | 0.45 ± 0.1 | 0.77 ± 0.1 | 1.6 | 5.7 |
| Ru 172 | 1.4 ± 0.2 | 0.35 ± 0.03 | 2.9 | 6.9 |

Apresentamos na tabela 3.3, os parâmetros estruturais estimados para a amostra. Na última coluna acrescentamos o coeficiente de correlação do ajuste.

Tabela 3.3: Parâmetros estruturais da amostra de aglomerados abertos no domínio óptico, derivados a partir da fotometria 2MASS com a aplicação do filtro CM.

| Objeto | σ_{0K} (* pc^{-2}) | σ_{campo} (* pc^{-2}) | R_{core} (pc) | R_{lim} (pc) | N_{Total} (*) | $\bar{\rho}$ (* pc^{-3}) | ρ_{core} (* pc^{-3}) | CC |
|--------|---------------------------------|------------------------------------|--------------------|-------------------|--------------------|--------------------------------|---------------------------------|------|
| Be 63 | 12.2 ± 2.6 | 4.8 ± 0.1 | 0.56 ± 0.1 | 5.3 ± 2 | 59 ± 30 | 1.3 ± 1.0 | $3.6 \pm \dagger$ | 0.97 |
| Be 84 | 21.9 ± 6.9 | 10.6 ± 0.1 | 0.4 ± 0.1 | 4.5 ± 1 | 141 ± 12 | 0.4 ± 0.2 | 5 ± 5 | 0.89 |
| Be 91 | 1.1 ± 0.7 | 0.2 ± 0.01 | 1.42 ± 0.74 | 16 ± 4 | 66 ± 19 | $\dagger \pm \dagger$ | 0.8 ± 0.8 | 0.82 |
| Cz 6 | 18.4 ± 11.3 | 3.8 ± 0.1 | 0.26 ± 0.12 | 3 ± 1 | 38 ± 17 | 0.3 ± 0.3 | 2.5 ± 2.5 | 0.74 |
| Cz 7 | 8.3 ± 4.9 | $0.6 \pm \dagger$ | 0.4 ± 0.17 | 6 ± 1 | 41 ± 18 | $\dagger \pm \dagger$ | 1.7 ± 1.7 | 0.82 |
| Cz 12 | 18.7 ± 10.1 | 0.76 ± 0.04 | 0.22 ± 0.1 | 3.7 ± 1 | 66 ± 21 | 3 ± 2.5 | 3.6 ± 3.6 | 0.82 |
| Ru 46 | 17.5 ± 3.5 | 3.3 ± 0.3 | 0.13 ± 0.08 | 2.3 ± 1 | 36 ± 8 | $\dagger \pm \dagger$ | 1.2 ± 1.2 | 0.84 |
| Ru 141 | 2.6 ± 1.4 | 0.9 ± 0.1 | 1.6 ± 0.6 | 12 ± 1.5 | 623 ± 25 | 0.3 ± 0.1 | 2.2 ± 2.2 | 0.85 |
| Ru 144 | 22.5 ± 4.4 | 7 ± 0.1 | 0.8 ± 0.1 | 10 ± 2 | 632 ± 59 | 0.2 ± 0.2 | 9.4 ± 1.4 | 0.97 |
| Ru 172 | 5.9 ± 2.4 | $2.2 \pm \dagger$ | 1.15 ± 0.5 | 10.5 ± 1 | 479 ± 56 | $0.1 \pm \dagger$ | 3.5 ± 3.5 | 0.93 |

Notas de Tabela. (\dagger): valor menor que 0.05. (*): estrelas.

Capítulo 4

Amostra de OCs Infravermelhos

Os aglomerados abertos (OCs) são, há muito tempo, reconhecidos como uma importante ferramenta tanto no estudo da formação e evolução estelar quanto no entendimento da estrutura e dinâmica das galáxias. São conhecidos cerca de 1100 aglomerados abertos na Galáxia, e suas propriedades têm sido compiladas em grandes catálogos de aglomerados abertos (Mermilliod & Paunzen 2003, Lyngå 1995, Dias et al. 2002). No entanto, muitos destes aglomerados foram detectados em *surveys* no óptico e a extinção interestelar é muito forte em comprimentos de onda menores que $1\mu m$, por isso, os catálogos de aglomerados ópticos são incompletos para maiores distâncias (Bonatto & Bica 2007a). *Surveys* no infravermelho próximo são, provavelmente, mais apropriados para fazer um censo mais completo dos aglomerados abertos, visto que eles são mais indicados para estudar as regiões mais distantes da Galáxia, pois, são muito menos susceptíveis a extinção interestelar, e para detectar os aglomerados mais jovens, que permanecem embebidos nas nuvens moleculares. Estudos realizados nos últimos anos deram indícios de que os aglomerados abertos infravermelhos podem exceder o número de aglomerados ópticos visíveis na ordem de uma magnitude (Lada & Lada 2003). OCs infravermelhos são, portanto, um importante complemento para os catálogos de aglomerados clássicos.

Froebrich et al. (2007c) realizaram um *survey* automático de aglomerados estelares infravermelhos com $|b| < 20^\circ$ usando os mapas de densidade estelar do 2MASS. O *survey* resultou em 1788 candidatos a aglomerados estelares. Desse total, 681 são OCs já conhecidos e 86 GCs. Portanto, restam 1021 candidatos a novos aglomerados estelares. Os autores previram uma contaminação por objetos espúrios de 50% da amostra. Derivamos os parâmetros de alguns desses aglomerados e vamos descrever

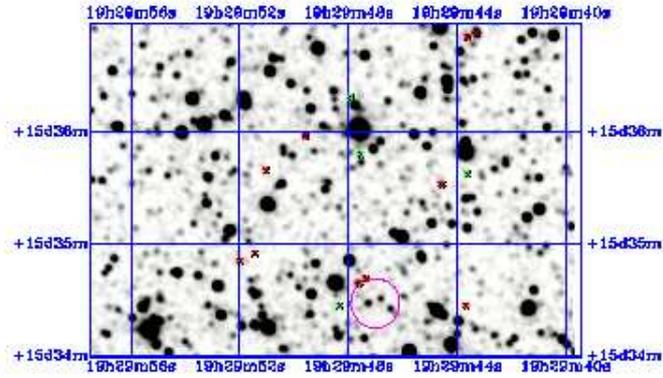


Figura 4.1: Imagem do 2MASS (300'') na banda K_s centrada nas coordenadas de FSR 133. O círculo aberto indica a parte central do objeto.

nossos resultados. Na seleção dos candidatos levamos em consideração a classificação de qualidade por eles determinada.

4.1 FSR 133

As coordenadas equatoriais de FSR 133 são: $\alpha(J2000) = 19^h29^m47^s$ e $\delta(J2000) = 15^\circ34'28''$ que correspondem, em coordenadas Galácticas, a $l = 51.12^\circ$ e $b = -1.17^\circ$. Na fig. 4.1 mostramos a imagem do 2MASS (300'') na banda K_s do objeto centrada nessas coordenadas. O círculo aberto indica a parte central do aglomerado.

Os CMDs observados e descontaminados de FSR 133 são mostrados na Fig.4.2. No painel (a) o CMD observado da região central do objeto ($R = 3'$) e em (c) a contribuição do campo. Nos painéis (b) e (d) mostramos o CMD descontaminado da contribuição do campo com ajuste de uma isócrona de Padova de 550 Manos. No painel (d) também mostramos o filtro CM (região hachurada).

As seqüências evolutivas, no CMD, de FSR 133 destacam-se em relação ao campo. Além de uma seqüência principal muito populosa, notamos a presença de um claro *clump* de gigantes vermelhas.

Os parâmetros derivados são: a idade de 0.55 ± 0.10 Ganos, o avermelhamento de $E(J - H) = 0.63 \pm 0.04$ mag ou $E(B - V) = 2.02 \pm 0.10$ mag, o $A_V = 6.25 \pm 0.4$ mag, o módulo de distância absoluto $(m - M)_0 = 11.26 \pm 0.05$ mag e a distância ao Sol $d_\odot = 1.8 \pm 0.1$ kpc. A distância Galactocêntrica mensurada foi de $R_{GC} = 6.2 \pm 0.1$ kpc para $R_\odot = 7.2$ kpc e $R_{GC} = 7.0 \pm 0.1$ para $R_\odot = 8.0$ kpc.

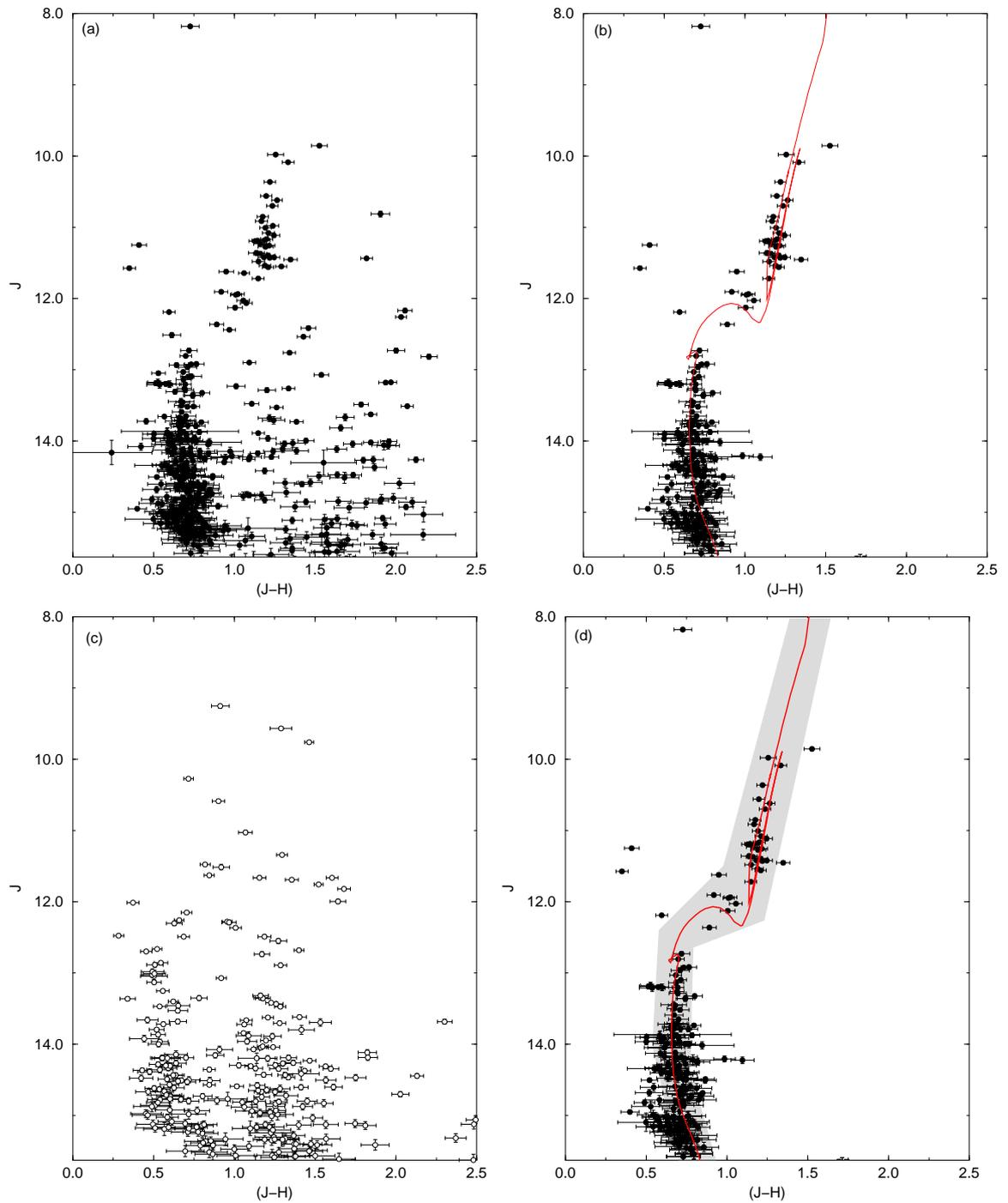


Figura 4.2: CMD 2MASS $J \times (J - H)$ para FSR 133. Painel (a): CMD observado $J \times (J - H)$ para a região central ($R = 3'$). Painel (b): CMD descontaminado das estrelas de campo e com o ajuste de uma isócrona de Padova de 550 Manos (linha sólida). Painel (c): estrelas de campo extraídas de um anel externo da amostra e de mesma área que a região central. Painel (d): mostra o painel (b) acrescido do filtro CM.

A estrutura do aglomerado foi estudada através do RDP (Fig.4.3) construído com a fotometria 2MASS submetida ao filtro CM. O contraste de densidade, em relação ao campo, confirma o que vemos no CMD do objeto.

Os parâmetros estruturais derivados são: a densidade da região central $\sigma_{0K} = 33.16 \pm 7.40 \text{ estrelas } pc^{-2}$, a densidade do campo de comparação $\sigma_{campo} = 5.77 \pm 0.10 \text{ estrelas } pc^{-2}$, o $R_{core} = 1.05 \pm 0.16 \text{ pc}$ e o $R_{lim} = 12.5 \pm 1.0 \text{ pc}$. O coeficiente de correlação do ajuste foi de $CC = 0.95$. A escala é de $1' = 0.51 \text{ pc}$, o $R_{core} = 2.05 \pm 0.3'$ e o $R_{lim} = 24.5 \pm 1.9'$.

4.2 FSR 1471

FSR 1471 tem como coordenadas equatoriais $\alpha(J2000) = 09^h24^m08^s$ e $\delta(J2000) = -47^\circ20'38''$ que transformadas para coordenadas Galácticas equivale a $l = 270.72^\circ$ e $b = 2.142^\circ$.

A Fig.4.4 apresenta a imagem do 2MASS (400") centrada nas coordenadas de FSR 1471.

Os parâmetros fundamentais foram derivados a partir do CMD descontaminado das estrelas de campo (Fig.4.5) com o ajuste de uma isócrona de 1 Gano. Obtivemos os seguintes resultados: a idade de $1.0 \pm 0.3 \text{ Gano}$, avermelhamento $E(J - H) = 0.38 \pm 0.05 \text{ mag}$ ou $E(B - V) = 1.22 \pm 0.2 \text{ mag}$ e $A_V = 3.77 \pm 0.5 \text{ mag}$. O módulo de distância $(m - M)_0 = 12.16 \pm 0.05 \text{ mag}$ e a distância ao Sol $d_\odot = 2.7 \pm 0.1 \text{ kpc}$. A distância Galactocêntrica estimada é de $R_{GC} = 7.7 \pm 0.1 \text{ kpc}$ para $R_\odot = 7.2 \text{ kpc}$ e $R_{GC} = 8.4 \pm 0.1 \text{ kpc}$ para $R_\odot = 8.0 \text{ kpc}$.

Os parâmetros estruturais do aglomerado foram derivados a partir do perfil de densidade radial, filtrado em cor-magnitude (fig.4.6) e ajustado por um perfil de King. A densidade da região central obtida é de $\sigma_{0K} = 9.92 \pm 4.95 \text{ estrelas } pc^{-2}$ e a densidade do campo de comparação $\sigma_{campo} = 1.57 \pm 0.03 \text{ estrelas } pc^{-2}$. O $R_{core} = 0.42 \pm 0.1 \text{ pc}$ e o raio limite $R_{lim} = 5.5 \pm 0.5 \text{ pc}$. A escala para conversão é de $1' = 0.78 \text{ pc}$, o $R_{core} = 0.53 \pm 0.1'$ e o $R_{lim} = 7.05 \pm 0.6$. O ajuste no perfil apresenta um coeficiente de correlação de $CC = 0.80$.

4.3 FSR 1430

As coordenadas equatoriais otimizadas para o objeto são: $\alpha(J2000) = 08^h51^m52^s$ e $\delta(J2000) = -44^\circ15'56''$ ou $l = 264.654^\circ$ e $b = 0.084$.

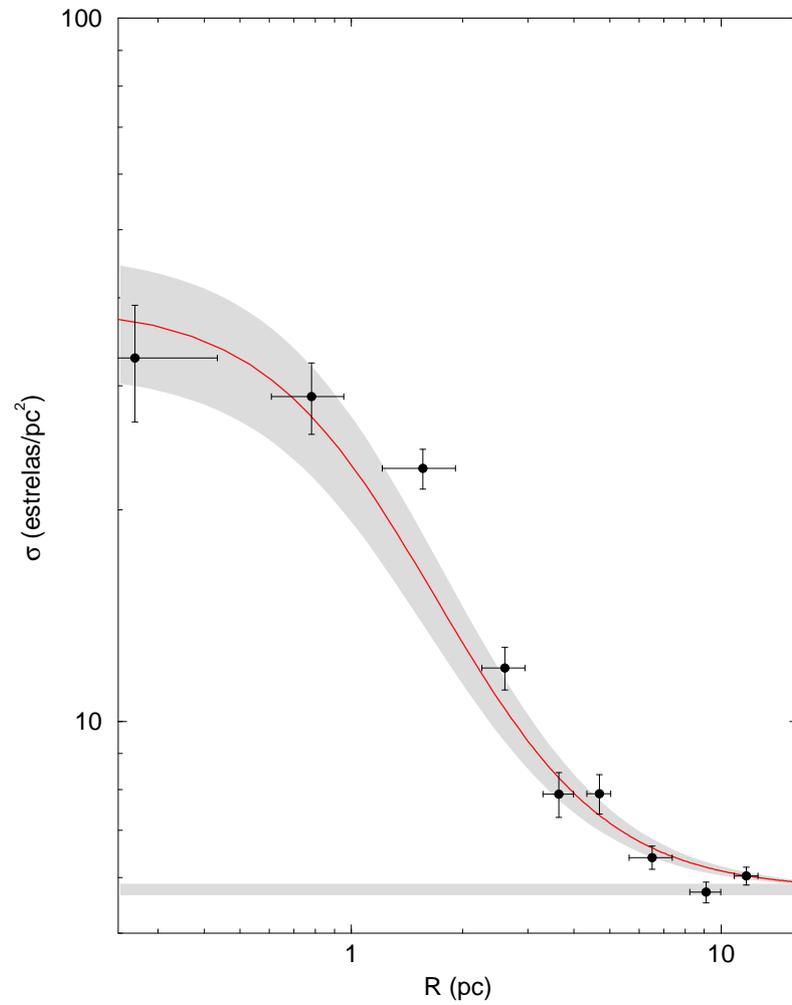


Figura 4.3: Perfil de densidade radial das estrelas em FSR 133 filtrado em cor-magnitude. O retângulo hachurado horizontal representa o nível de contribuição do campo. A linha sólida mostra o ajuste por um perfil de King e a região hachurada ao seu redor representa a incerteza de 1σ no ajuste.

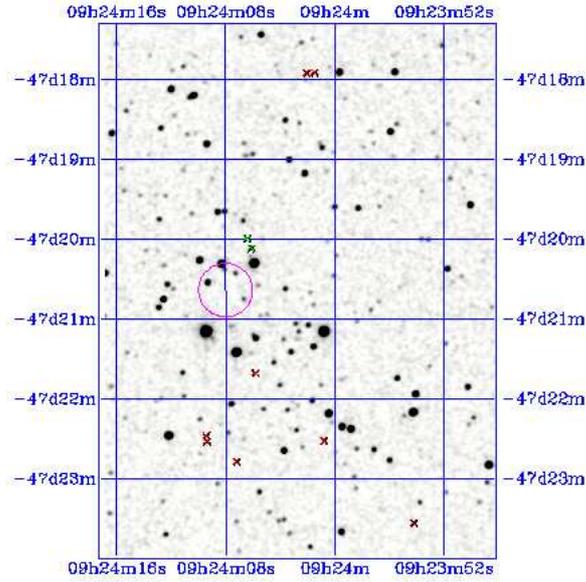


Figura 4.4: Imagem do 2MASS na banda K_s centrada nas coordenadas de FSR 1471. O círculo aberto indica a parte central do objeto.

A Fig.4.7 apresenta a imagem do 2MASS ($400''$) na banda K_s centrada nas coordenadas de FSR 1430.

Na Fig.4.8 mostramos os CMDs $J \times (J - H)$ construídos com a fotometria 2MASS. No painel (a) temos o CMD observado da região central do aglomerado ($R = 3'$). No painel (b) apresentamos o CMD descontaminado das estrelas de campo com o melhor ajuste de uma isócrona de Padova de 1.2 Gano e no painel (c) a contribuição do campo de comparação (mesma área). No painel (d) mostramos o filtro CM sobreposto ao CMD descontaminado.

A concentração de estrelas para a região $12 < J < 15$ e $1.0 < (J - H) < 1.75$ no CMD observado, não tem correspondente no campo de comparação. O CMD mostra um destacado *clump* de gigantes vermelhas. As grandes barras de erro das estrelas da baixa seqüência principal sugerem a análise do objeto por meio de telescópios mais potentes.

Os parâmetros derivados são: a idade de 0.8 ± 0.3 Ganos, o avermelhamento $E(J - H) = 0.85 \pm 0.01$ mag ou $E(B - V) = 2.72 \pm 0.1$ mag, $A_V = 8.43 \pm 0.4$ mag, o módulo de distância $(m - M)_0 = 12.75 \pm 0.05$ mag, a distância ao Sol $d_\odot = 3.6 \pm 0.1$ kpc e a distância Galactocêntrica $R_{GC} = 8.32 \pm 0.1$ kpc ($R_\odot = 7.2$ kpc) ou $R_{GC} = 9.1 \pm 0.1$ kpc ($R_\odot = 8.0$ kpc).

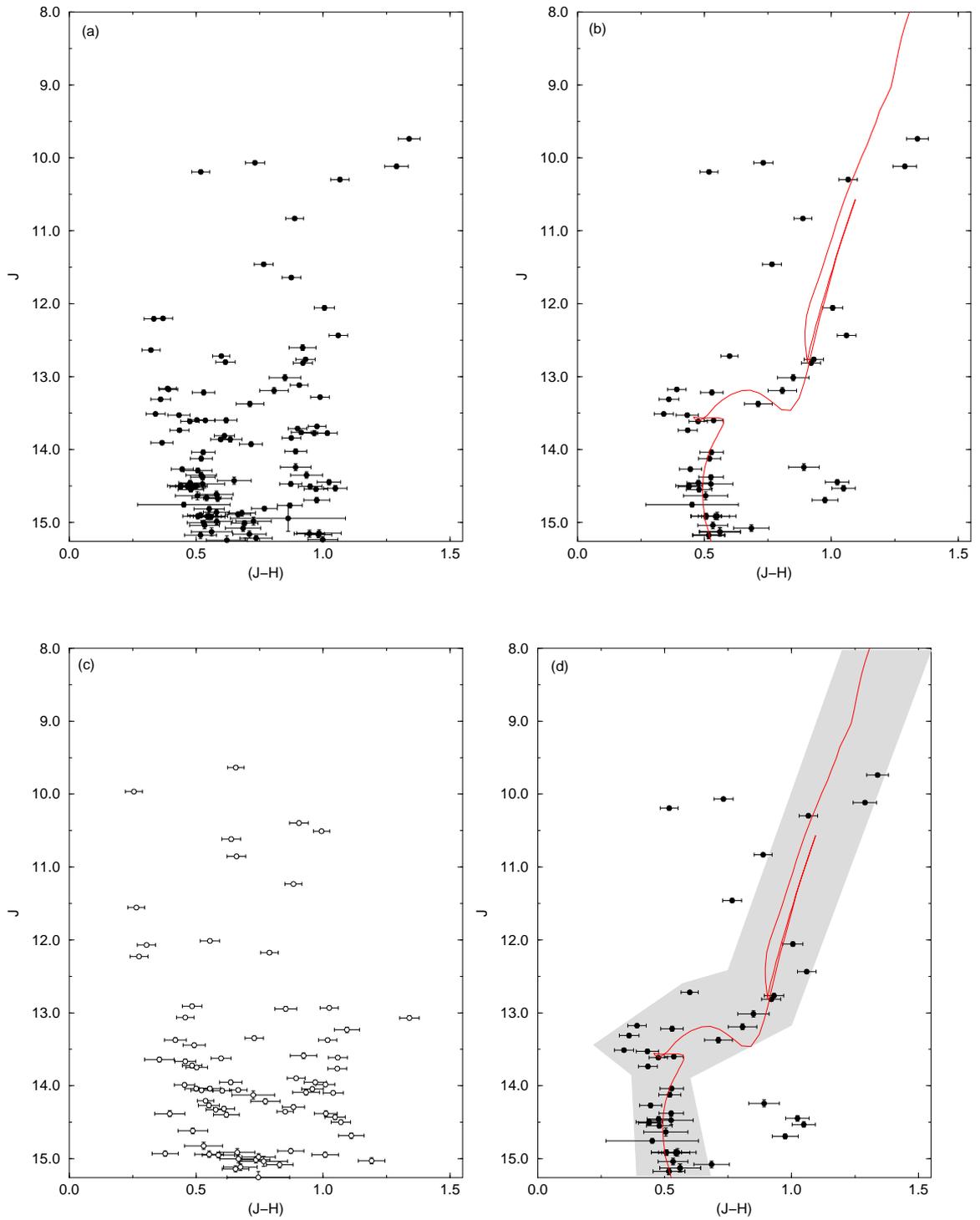


Figura 4.5: Idem à legenda de Fig. 4.2 para FSR 1471 com ajuste de isócrona de 550 Manos e $R = 3'$.

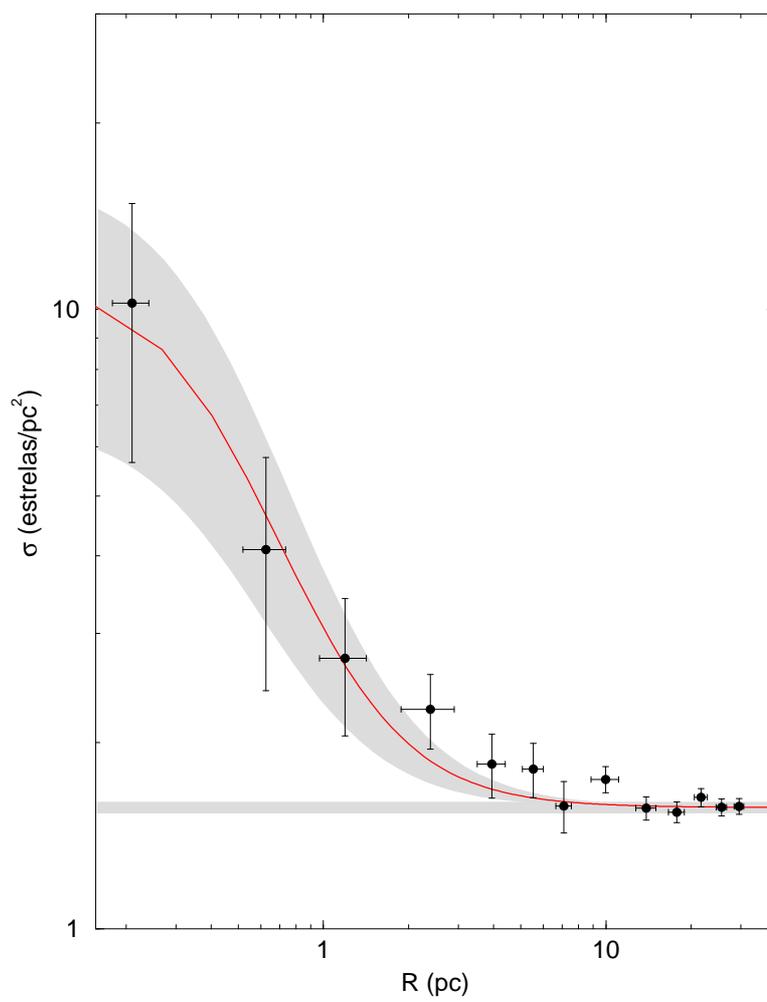


Figura 4.6: Perfil de densidade radial das estrelas de FSR 1471. Idem à legenda da Fig. 4.3.

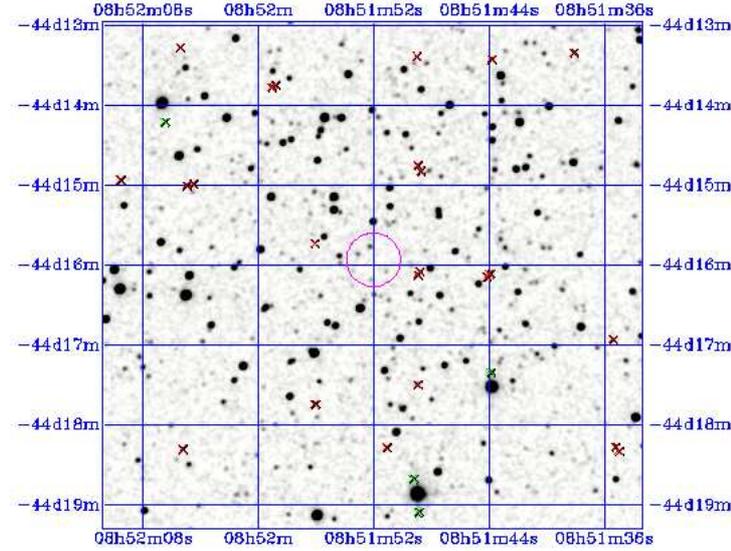


Figura 4.7: Imagem do 2MASS na banda K_s centrada nas coordenadas de FSR 1430. O círculo aberto indica a parte central do objeto.

Na busca pelos parâmetros estruturais a solução de melhor ajuste é mostrada na Fig. 4.9. A partir do ajuste de um perfil de King nós derivamos o $R_{core} = 1.83 \pm 0.64$ pc, a densidade de estrelas projetada sobre a região central $\sigma_{0K} = 4.57 \pm 2.28$ *estrelas pc⁻²* e a densidade do campo $\sigma_{campo} = 1.03 \pm 0.01$ *estrelas pc⁻²*. O raio limite estimado é de $R_{lim} = 23.0 \pm 2.0$ pc. A escala é de $1' = 1.03$ pc, o $R_{core} = 1.77 \pm 0.36'$ e o $R_{lim} = 22.3 \pm 1.4'$. O ajuste apresenta um $CC = 0.85$. Apesar das grandes barras de erro FSR 1430 apresenta um bom ajuste por um perfil de King.

4.4 FSR 1521

O candidato a aglomerado aberto FSR 1521 tem como coordenadas $\alpha(J2000) = 09^h55^m23^s$ e $\delta(J2000) = -56^\circ36'06''$ ou $l = 280.436^\circ$ e $b = -1.625^\circ$.

Para conseguir boa estatística na contagem de estrelas do campo de comparação, extraímos fotometria 2MASS de uma região circular de $R = 50'$ centrada nas coordenadas do objeto. A imagem do 2MASS ($250''$), centrada nas coordenadas de FSR 1521, é mostrada na Fig.4.10.

A Fig.4.11 mostra os CMDs de FSR1521. No painel (a) temos o CMD observado da região central do aglomerado ($R = 3'$). O painel (b) apresenta uma isócrona de 3.2 Ganos sobreposta ao CMD descontaminado da contribuição do campo.. O

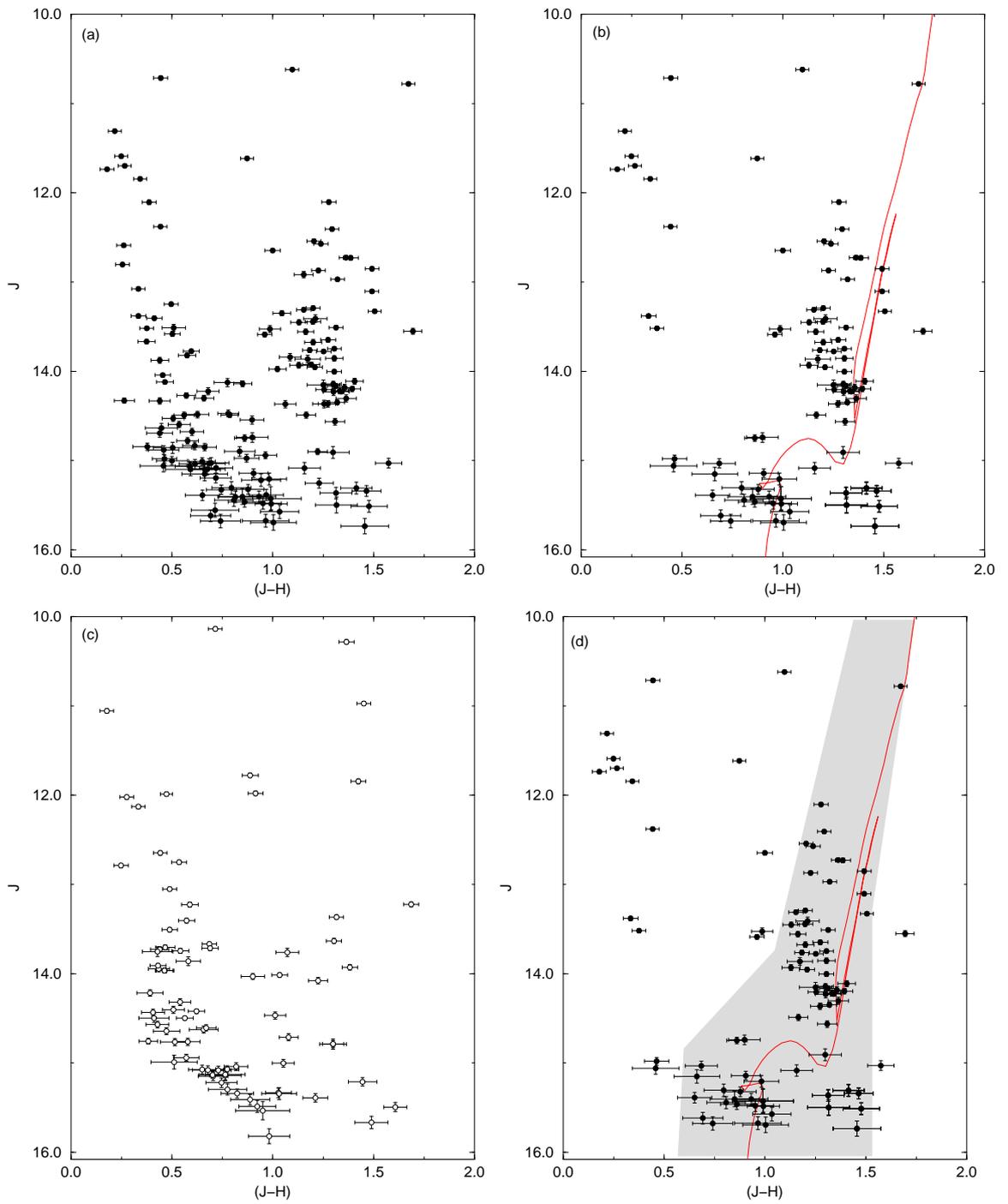


Figura 4.8: CMD 2MASS $J \times (J - H)$ de FSR 1430. Idem à legenda da Fig. 4.2 com isócrona de 1.3 Ganos e $R = 3'$.

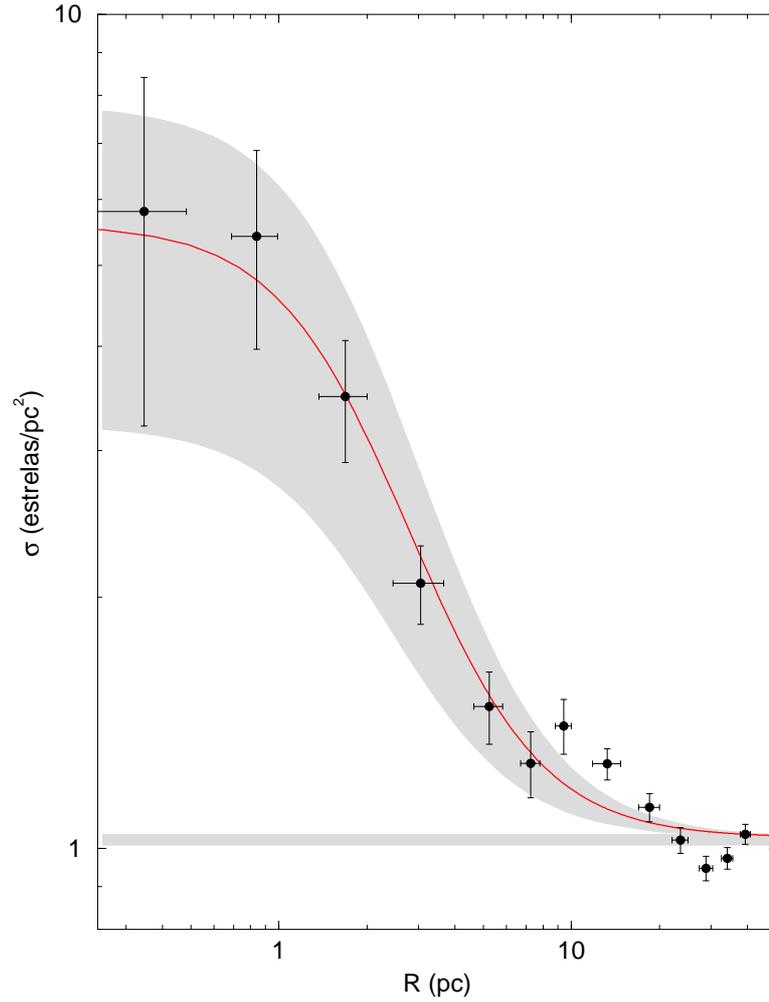


Figura 4.9: Idem à legenda da Fig. 4.3 para FSR 1430.

painel (c) mostra a contribuição do fundo do céu extraída de um anel concêntrico ao objeto e com mesma área da região central. E no painel (d) temos o filtro CM sobreposto ao painel (b). No CMD do campo de comparação é clara a ausência das estrelas que formam o *clump* de gigantes do objeto.

A isócrona de melhor ajuste forneceu os seguintes parâmetros: a idade de 3.2 ± 0.5 Ganos, o avermelhamento igual a $E(J-H) = 0.36 \pm 0.06$ mag ou $E(B-V) = 1.15 \pm 0.2$ mag, $A_V = 3.57 \pm 0.6$ mag, o módulo de distância $(m-M)_0 = 12.71 \pm 0.05$ mag, a distância ao Sol $d_\odot = 3.5 \pm 0.1$ kpc e a distância Galactocêntrica $R_{GC} = 7.4 \pm 0.1$ kpc ($R_\odot = 7.2$ kpc) ou $R_{GC} = 8.1 \pm 0.1$ kpc ($R_\odot = 8.0$ kpc)

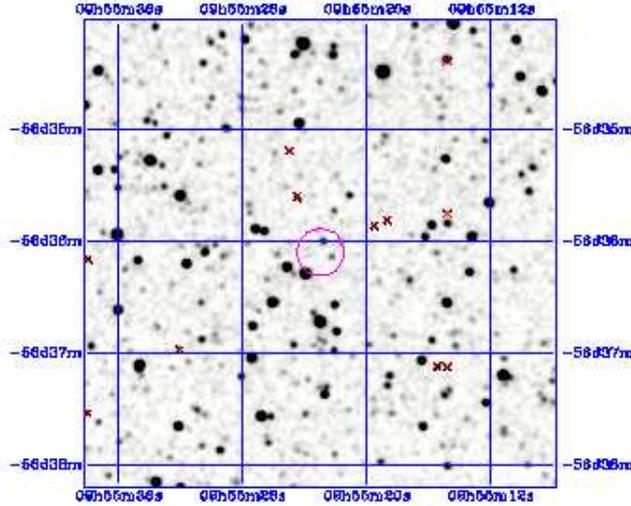


Figura 4.10: Imagem do 2MASS na banda K_s centrada nas coordenadas de FSR 1521. O círculo aberto indica a parte central do objeto.

O RDP com o ajuste por um perfil de King é mostrado na Fig. 4.12 e a melhor solução forneceu como parâmetros estruturais: a densidade central de King $\sigma_{0K} = 2.91 \pm 0.76 \text{ estrelas } pc^{-2}$, a densidade da contribuição do fundo do céu $\sigma_{campo} = 0.96 \pm 0.01 \text{ estrelas } pc^{-2}$, o $R_{core} = 1.27 \pm 0.33 \text{ pc}$ e o $R_{lim} = 13.3 \pm 2.0 \text{ pc}$. A escala para conversão é de $1' = 0.35 \text{ pc}$ o que resulta em $R_{core} = 3.58 \pm 0.93'$ e $R_{lim} = 37.5 \pm 5.6'$. O coeficiente de correlação obtido é $CC = 0.92$.

Apesar das barras de erro, o RDP de FSR 1521 apresenta um bom contraste. É um objeto interessante para ser estudado com telescópios de maior resolução.

4.5 FSR 101

As coordenadas equatoriais do candidato a aglomerado aberto FSR 101 são as seguintes: $\alpha(J2000) = 18^h 49^m 14^s$ e $\delta(J2000) = 02^\circ 46' 06''$ ou, em coordenadas Galácticas, $l = 35.147^\circ$ e $b = 1.749^\circ$. A imagem do 2MASS na banda K_s centrada nas coordenadas do objeto é mostrada na Fig. 4.13.

Derivamos os parâmetros fundamentais através do ajuste de uma isócrona de 890 Manos no CMD descontaminado das estrelas de campo. Obtivemos, como resultado do ajuste, um avermelhamento $E(J - H) = 0.70 \pm 0.05 \text{ mag}$ ou $E(B - V) = 2.24 \pm 0.2 \text{ mag}$ e $A_V = 6.94 \pm 0.5 \text{ mag}$. O módulo de distância absoluto obtido através

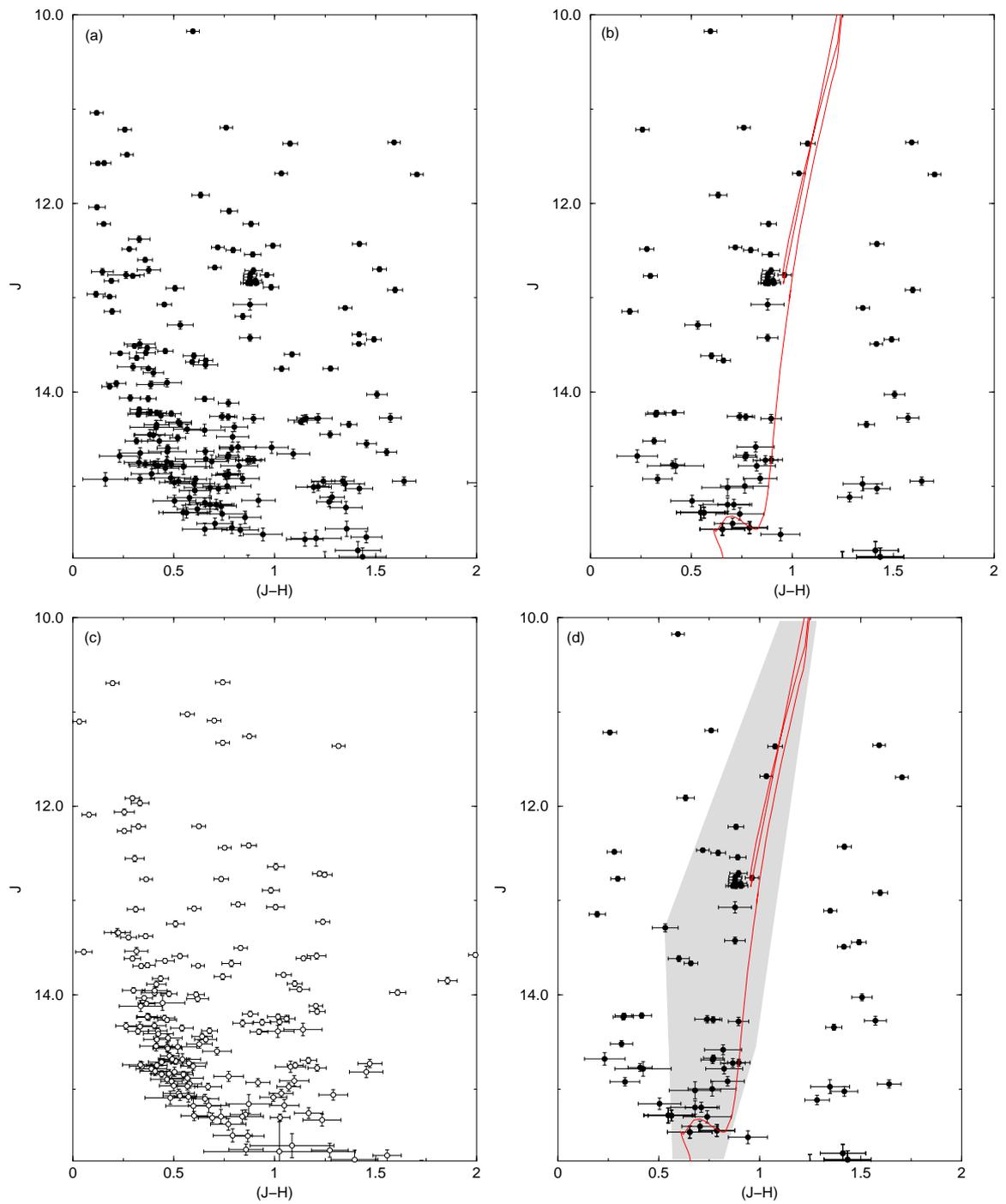


Figura 4.11: CMD 2MASS $J \times (J - H)$ de FSR 1521. Idem à legenda da Fig. 4.2, para uma isócrona de 3.2 Ganos e $R = 3'$.

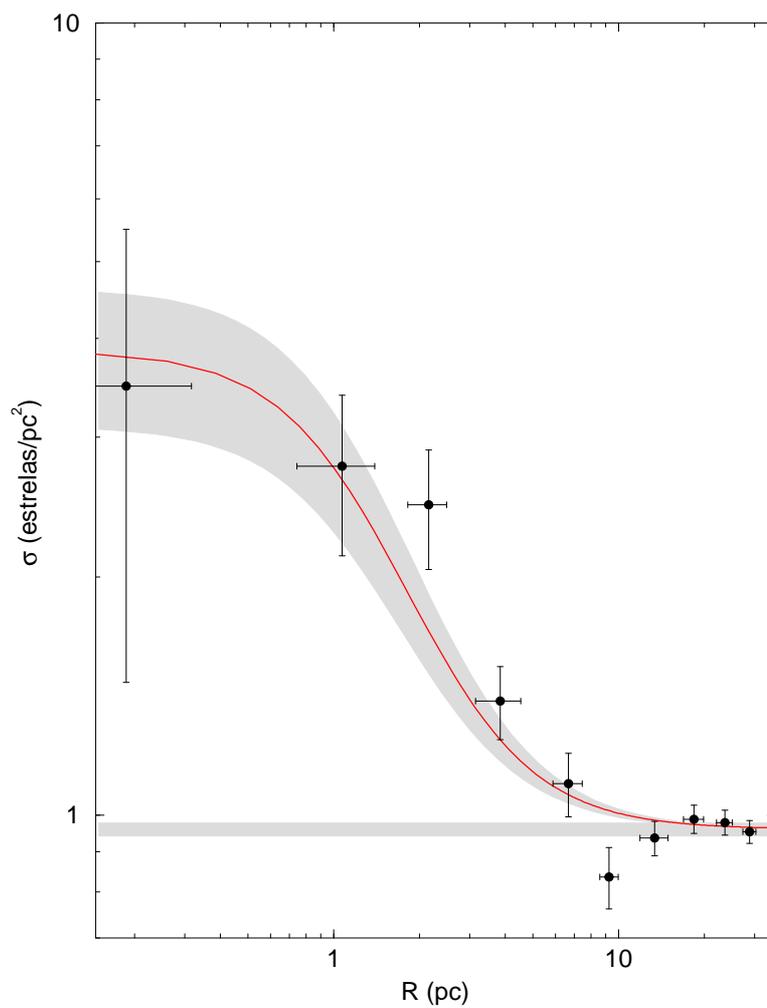


Figura 4.12: RDP das estrelas em FSR 1521. Idem à legenda da Fig. 4.3.

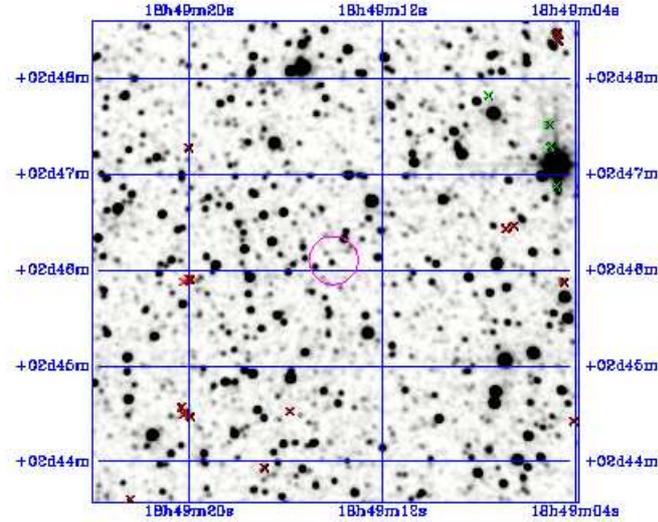


Figura 4.13: Imagem do 2MASS na banda K_s centrada nas coordenadas de FSR 101. O círculo aberto indica a parte central do objeto.

do ajuste é $(m - M)_0 = 11.47 \pm 0.05$ mag o que resultou numa $d_{\odot} = 2.0 \pm 0.1$ kpc e a $R_{GC} = 5.71 \pm 0.1$ kpc para $R_{\odot} = 7.2$ kpc ou $R_{GC} = 6.49 \pm 0.10$ kpc para $R_{\odot} = 8.0$ kpc.

Na Fig. 4.14 mostramos os CMDs: (a) observado da região central do aglomerado ($R = 3'$), (c) descontaminado das estrelas de campo e com a solução de melhor ajuste de uma isócrona de Padova e, (b) do campo de comparação com mesma área da região central. Em (d) mostramos o filtro CM sobreposto ao painel (c). Podemos notar que as seqüências evolutivas sugeridas pela isócrona não estão presentes no campo.

Na Fig. 4.15 construímos o RDP filtrado em cor-magnitude de FSR101. Derivamos os parâmetros estruturais por meio do ajuste por um perfil de King que resultou numa densidade central $\sigma_{0K} = 15.96 \pm 2.02$ *estrelas pc⁻²*, a densidade das estrelas de campo $\sigma_{campo} = 4.10 \pm 0.05$ *estrelas pc⁻²*, o $R_{core} = 1.21 \pm 0.10$ pc e o raio limite $R_{lim} = 13.5 \pm 1.0$ pc. A escala é de $1' = 0.57$ pc, o $R_{core} = 2.2 \pm 0.17'$ e o $R_{lim} = 23.7 \pm 1.7'$. O coeficiente de correlação foi de $CC = 0.97$.

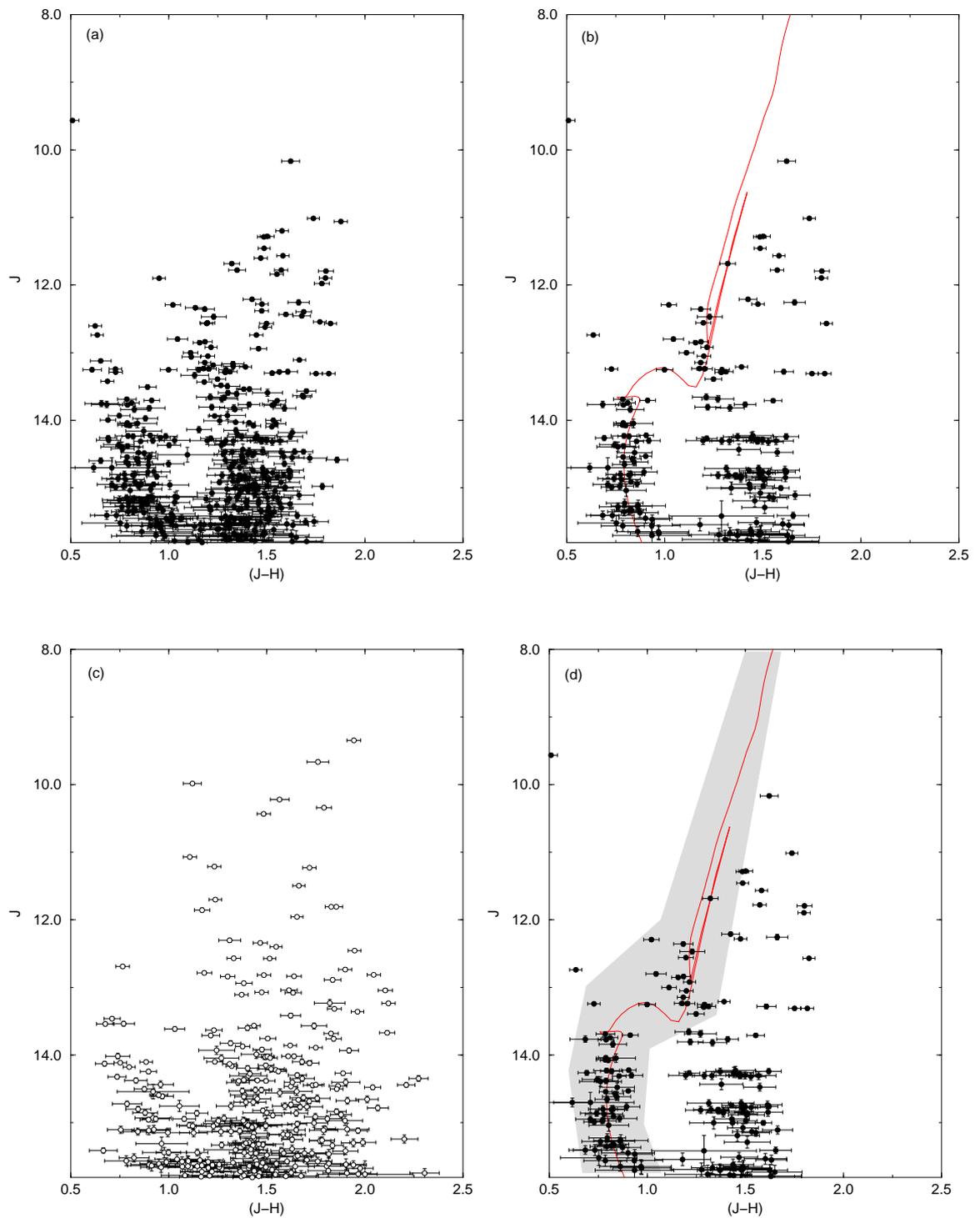


Figura 4.14: Idem à legenda da Fig. 4.2 para FSR 101 com uma isócrona de 890 Manos e $R = 3'$.

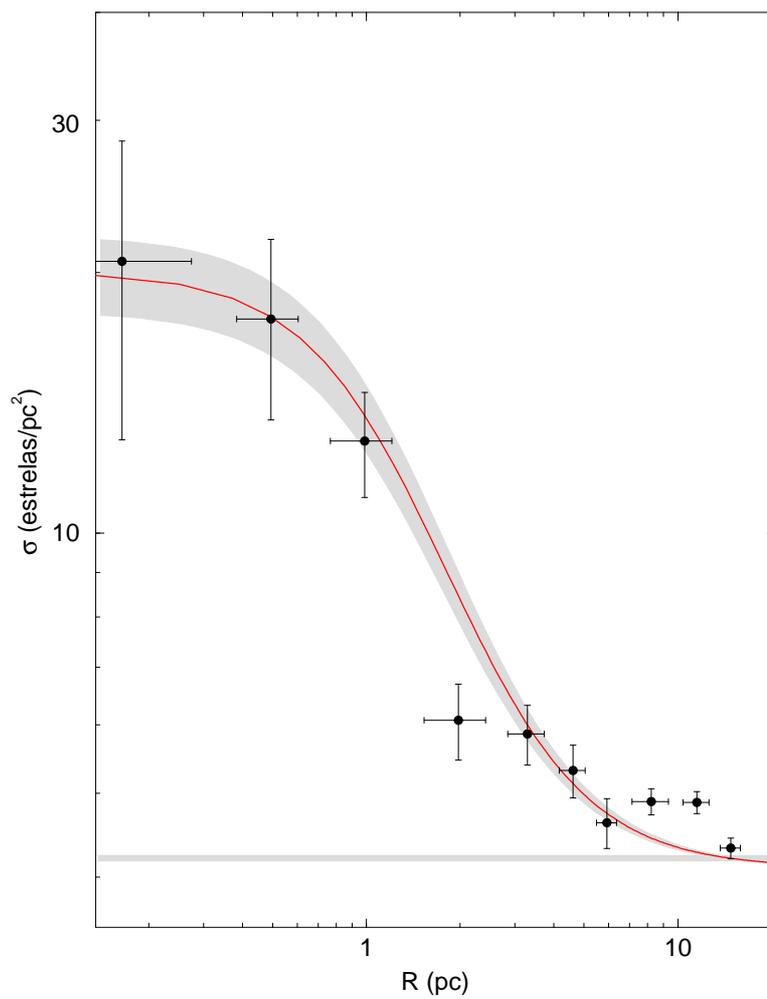


Figura 4.15: RDP de FSR 101 filtrado em cor-magnitude. Idem à legenda da Fig. 4.3

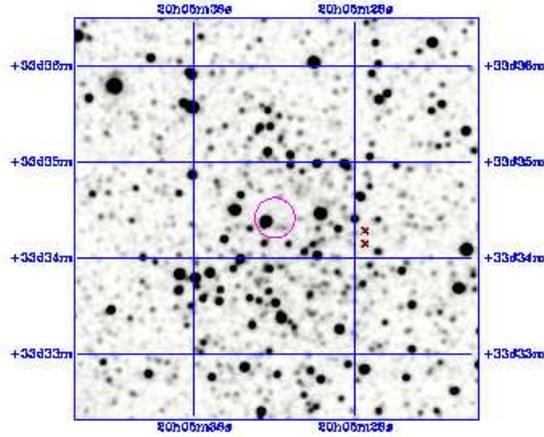


Figura 4.16: Imagem do 2MASS ($250''$) na banda K_s centrada nas coordenadas de FSR 190. O círculo aberto indica a parte central do objeto.

4.6 FSR 190

FSR 190 está localizado em $\alpha(J2000) = 20^h05^m32^s$ e $\delta(J2000) = 33^\circ34'25''$ que transformado para coordenadas Galácticas equivale a $l = 70.74^\circ$ e $b = 0.95^\circ$. A Fig. 4.16 apresenta a imagem do 2MASS ($250''$) centrada nas coordenadas de FSR 190.

Na Fig. 4.17, apresentamos o CMD $J \times (J-H)$ construído a partir da fotometria 2MASS, para FSR 190. No painel (a) apresentamos o CMD observado da região central do objeto ($R = 2'$). Mostramos no painel (b) o CMD descontaminado das estrelas de campo e com a isócrona de melhor ajuste que forneceu a idade de 1.4 ± 0.5 Ganos, o avermelhamento $E(J-H) = 0.92 \pm 0.06$ mag que corresponde a $E(B-V) = 2.94 \pm 0.2$ mag, a correção por absorção interestelar $A_V = 9.13 \pm 0.6$ mag e o módulo de distância absoluto $(m-M)_0 = 12.86 \pm 0.05$ mag que resulta numa distância ao Sol $d_\odot = 3.7 \pm 0.1$ kpc. A distância Galactocêntrica para $R_\odot = 7.2$ kpc é de $R_{GC} = 6.9 \pm 0.1$ kpc e para $R_\odot = 8.0$ kpc, $R_{GC} = 7.6 \pm 0.1$ kpc. O painel (c) mostra a contribuição das estrelas do campo de comparação extraída de um anel externo de mesma área da região central. E finalmente, no painel (d) repetimos o painel (b) acrescido do filtro CM. É clara a ausência das seqüências evolutivas do objeto no CMD do campo de comparação, principalmente o *clump* de gigantes.

No nosso ajuste o aglomerado não apresenta a baixa seqüência principal e as incertezas fotométricas das estrelas com magnitude $J > 15.5$ são importantes. Trata-se de um caso limite que merece ser estudado por meio de telescópios mais potentes.

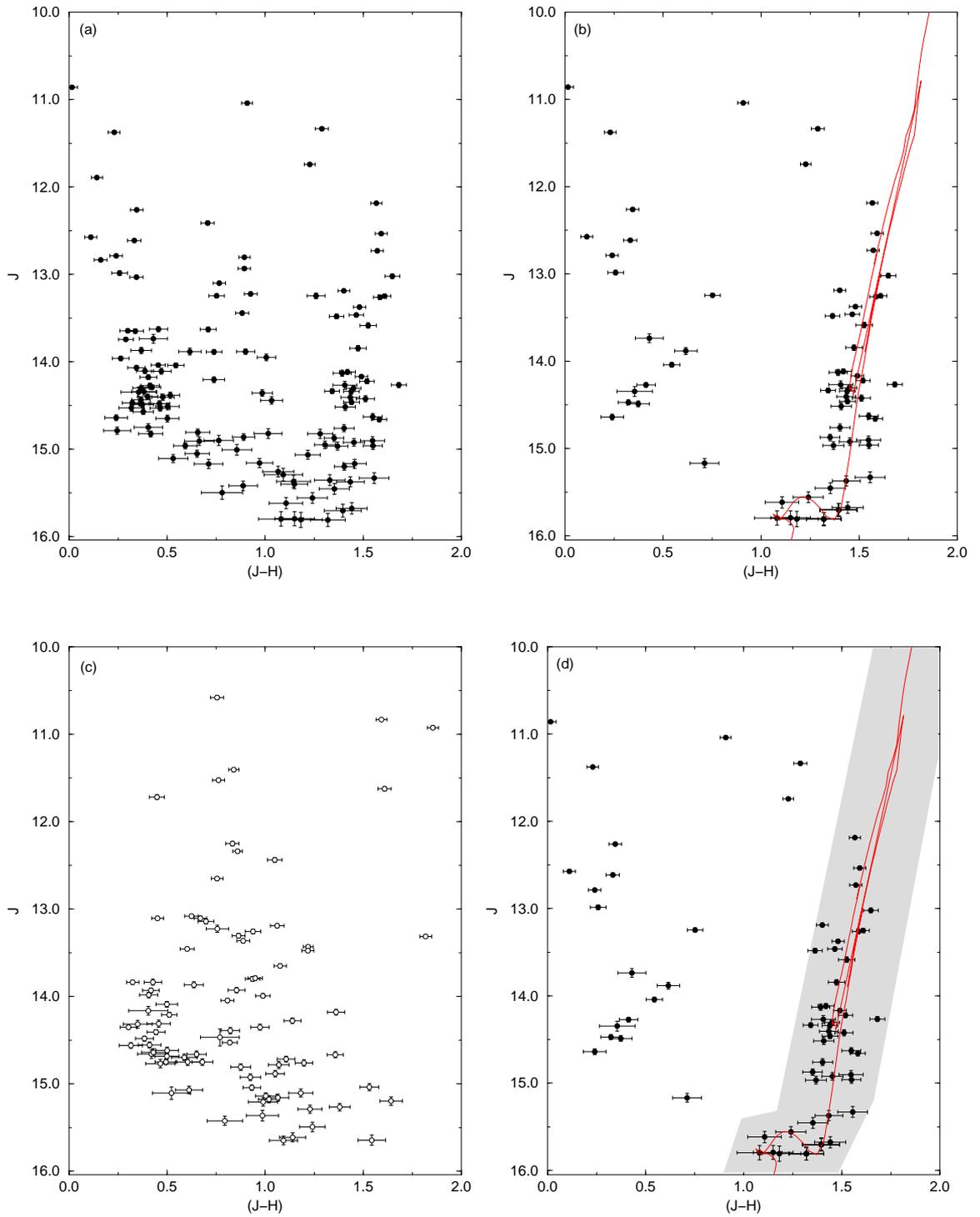


Figura 4.17: Idem à legenda da Fig. 4.2 para FSR 190 com isócrona de 1.4 Ganos e $R = 2'$.

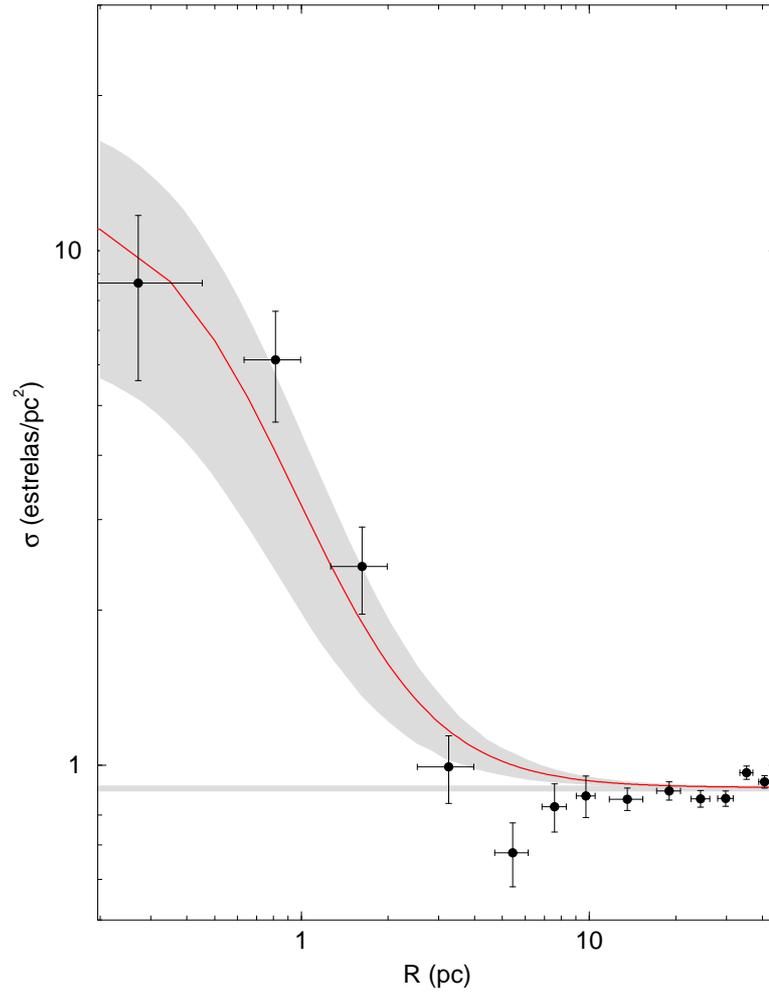


Figura 4.18: Perfil de densidade radial de FSR 190. Idem à legenda da Fig. 4.3

Os parâmetros estruturais do candidato a aglomerado aberto foram derivados a partir do RDP filtrado em cor-magnitude (Fig. 4.18) e com o ajuste por um perfil de King. O RDP apresenta um bom contraste de densidade em relação ao campo. A densidade da região central obtida é de $\sigma_{0K} = 11.75 \pm 6.21 \text{ estrelas } pc^{-2}$ e a densidade do campo de comparação $\sigma_{campo} = 0.90 \pm 0.01 \text{ estrelas } pc^{-2}$. O $R_{core} = 0.49 \pm 0.18$ pc e o raio limite $R_{lim} = 7.5 \pm 1.0$ pc. A escala é de $1' = 0.98 \text{ pc}$, o $R_{core} = 0.5 \pm 0.18'$ e o $R_{lim} = 7.6 \pm 1.0'$. O ajuste no perfil apresenta um coeficiente de correlação de $CC = 0.79$.

Recentemente, Froebrich et al. (2007a) estudaram FSR 190 com a fotometria J, H e K_s do 2MASS e derivaram a idade de aproximadamente 7 Ganos e a distância ao Sol de $d_{\odot} = 10.0 \pm 1.0$ kpc.

4.7 Resultados

Os parâmetros fundamentais derivados para os candidatos a aglomerados abertos no domínio infravermelho são apresentados na tabela 4.1. As incertezas na distância ao Sol e na distância Galactocêntrica são de 0.1 kpc para todos os candidatos.

Tabela 4.1: Parâmetros fundamentais derivados para a amostra de aglomerados abertos infravermelhos. O erro médio nas distâncias ao Sol e Galactocêntrica é de ± 0.1 kpc.

| Aglomerado | $\alpha(2000)$ (h m s) | $\delta(2000)$ ($^{\circ}$ ' ") | l ($^{\circ}$) | b ($^{\circ}$) | Idade (Gano) | $E(B - V)$ (mag) | d_{\odot} (kpc) | R_{GC} (kpc) |
|------------|---------------------------|-------------------------------------|---------------------|---------------------|-----------------|---------------------|----------------------|-------------------|
| FSR 101 | 18 49 14 | 02 46 06 | 35.147 | 1.749 | 0.9 ± 0.1 | 2.24 ± 0.2 | 2.0 | 5.7 |
| FSR 133 | 19 29 47 | 15 34 28 | 51.12 | -1.17 | 0.55 ± 0.10 | 2.02 ± 0.1 | 1.8 | 6.2 |
| FSR 190 | 20 05 32 | 33 34 25 | 70.74 | 0.95 | 1.4 ± 0.5 | 2.94 ± 0.2 | 3.7 | 6.9 |
| FSR 1430 | 08 51 52 | -44 15 56 | 264.654 | 0.084 | 0.8 ± 0.3 | 2.72 ± 0.02 | 3.6 | 8.3 |
| FSR 1471 | 09 24 08 | -47 20 38 | 270.72 | 2.142 | 1.0 ± 0.3 | 1.22 ± 0.2 | 2.7 | 7.7 |
| FSR 1521 | 09 55 23 | -56 36 06 | 280.43 | -1.625 | 3.2 ± 0.5 | 1.15 ± 0.2 | 3.5 | 7.4 |

Já os parâmetros estruturais, por nós derivados, são apresentados na tabela 4.2. Na última coluna acrescentamos o coeficiente de correlação do ajuste.

Tabela 4.2: Parâmetros estruturais da amostra de aglomerados abertos infravermelhos derivados a partir da fotometria 2MASS com a aplicação do filtro CM.

| Objeto | σ_{0K} (* pc^{-2}) | σ_{campo} (* pc^{-2}) | R_{core} (pc) | R_{lim} (pc) | N_{total} (*) | $\bar{\rho}$ (* pc^{-3}) | ρ_{core} (* pc^{-3}) | CC |
|----------|---------------------------------|------------------------------------|--------------------|-------------------|--------------------|--------------------------------|---------------------------------|------|
| FSR 101 | 15.9 ± 2 | $4.1 \pm \dagger$ | 1.21 ± 0.1 | 13.5 ± 1 | 2262 ± 137 | 0.2 ± 0.2 | 9.9 ± 2.6 | 0.97 |
| FSR 133 | 33.2 ± 7.4 | 5.8 ± 0.1 | 1.05 ± 0.16 | 12.5 ± 1 | 656 ± 131 | $0.08 \pm \dagger$ | 18 ± 8.4 | 0.95 |
| FSR 190 | 11.7 ± 6.2 | $0.9 \pm \dagger$ | 0.49 ± 0.18 | 7.5 ± 1 | 198 ± 35 | $0.1 \pm \dagger$ | 22 ± 22 | 0.79 |
| FSR 1430 | 4.6 ± 2.3 | $1 \pm \dagger$ | 1.83 ± 0.64 | 23 ± 2 | 278 ± 60 | \dagger | 4.3 ± 4.3 | 0.85 |
| FSR 1471 | 9.9 ± 4.9 | $1.6 \pm \dagger$ | 0.42 ± 0.1 | 5.5 ± 0.5 | 87 ± 16 | \dagger | 2.1 ± 0.9 | 0.80 |
| FSR 1521 | 2.9 ± 0.7 | $0.9 \pm \dagger$ | 1.27 ± 0.33 | 13.3 ± 2 | 159 ± 111 | \dagger | 1.9 ± 1.9 | 0.92 |

Notas de Tabela - (\dagger): erro menor 0.05. (*): estrelas.

E finalmente, na Fig. 4.19, mostramos o gráfico do R_{core} de FSR (Froeblich, Scholz e Raftery) e do presente trabalho. O gráfico mostra que o resultado foi bom somente para 2 objetos. Verificamos que esses objetos são FSR 1430 e FSR 1471, ambos apresentam o RDP com bom ajuste por um perfil de King e com grande contraste de densidade em relação ao campo. Froeblich et al. (2007c) obtiveram resultados razoáveis apenas para os aglomerados com excelente contraste, que é o que

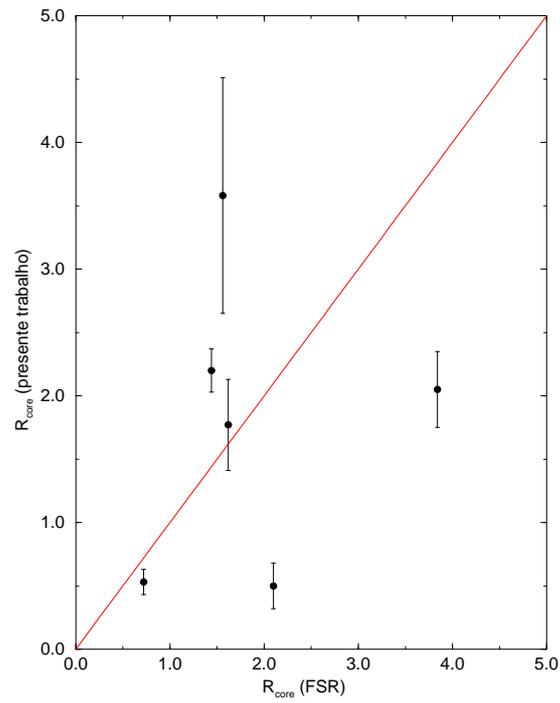


Figura 4.19: Gráfico comparativo do R_{core} de FSR e do presente trabalho.

se espera para detecções automáticas. Além disso, métodos de análise que selecionem as seqüências evolutivas do objeto, como o filtro CM, são essenciais na determinação dos parâmetros astrofísicos de aglomerados abertos.

Capítulo 5

Objetos Infravermelhos que necessitam de fotometria mais profunda

5.1 FSR 162

Não foi possível o ajuste do RDP do objeto por um perfil de King. Inicialmente acreditamos que o problema fossem as coordenadas FSR, que não indicassem o verdadeiro centro do aglomerado. Variamos as coordenadas, mas mesmo assim, o ajuste não ocorreu. As coordenadas equatoriais, por nós adotadas, foram: $\alpha(J2000) = 20^h01^m36^s$ e $\delta(J2000) = 25^\circ14'06''$ que podem ser analisadas na imagem do 2MASS na fig. 5.1a juntamente com as coordenadas FSR do objeto (fig. 5.1b).

Analisando os CMDs do objeto (Fig. 5.2) percebemos pequenas diferenças entre o observado e o campo. Ajustamos uma isócrona de 630 Manos para mostrar essas diferenças mas não derivamos os parâmetros fundamentais em função da incerteza no ajuste.

Sugerimos que o objeto seja analisado com telescópios maiores, mas provavelmente não se trata de um sistema físico mas apenas flutuação do campo

5.2 FSR 178

A imagem do 2MASS do objeto (Fig. 5.3) mostra uma concentração de estrelas na região central ($\alpha(J2000) = 20^h13^m07^s$ e $\delta(J2000) = 29^\circ07'12''$).

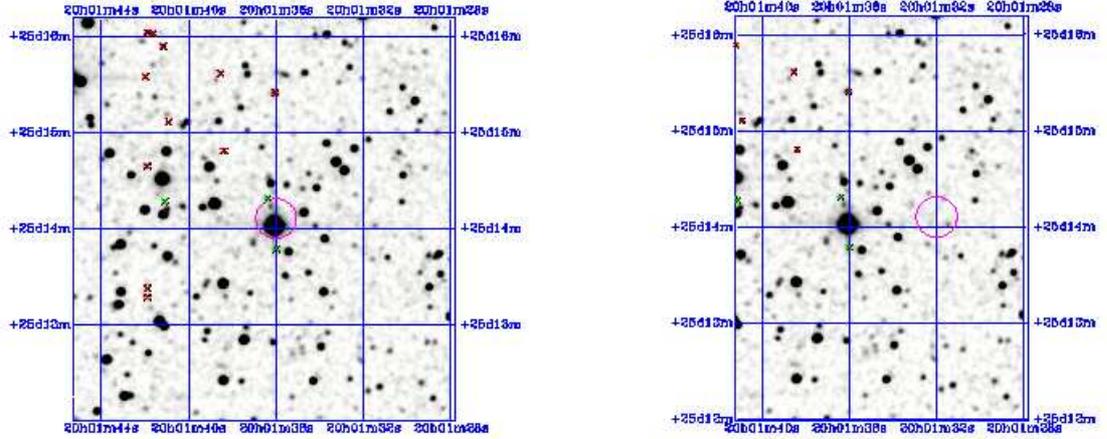


Figura 5.1: Imagem do 2MASS, na banda K_s ($250''$), de FSR 162 com as coordenadas otimizadas e de FSR 2007, respectivamente. O círculo aberto indica a parte central do objeto.

Podemos notar na fig. 5.4 pequenas diferenças nos CMDs observado e do campo. Usamos uma isócrona de 400 Manos para mostrar essas diferenças.

O ajuste de um perfil de King não foi possível e o ajuste da isócrona tem uma incerteza muito grande. Por isso, não derivamos os parâmetros astrofísicos de FSR 178.

Trata-se de um caso limite. Provavelmente seja apenas flutuação do campo.

5.3 FSR 198

As coordenadas FSR do objeto são: $\alpha(J2000) = 20^h02^m24^s$ e $\delta(J2000) = 35^\circ41'19''$ ou $l = 72.184^\circ$ e $b = 2.26^\circ$.

O CMD observado de FSR 198 apresenta seqüências de estrelas que destacam-se em relação ao campo, principalmente, aquele por nós indicado como um *clump* de gigantes vermelhas. Não derivamos os parâmetros astrofísicos fundamentais, por causa da grande incerteza na idade.

A estrutura do objeto foi analisada através do RDP que não ajustou-se por um perfil de King e, por isso, os parâmetros astrofísicos estruturais não foram derivados.

É claramente um caso para ser analisado por telescópios maiores e com maior resolução. Poderia ser um aglomerado aberto velho ou até mesmo um aglomerado globular.

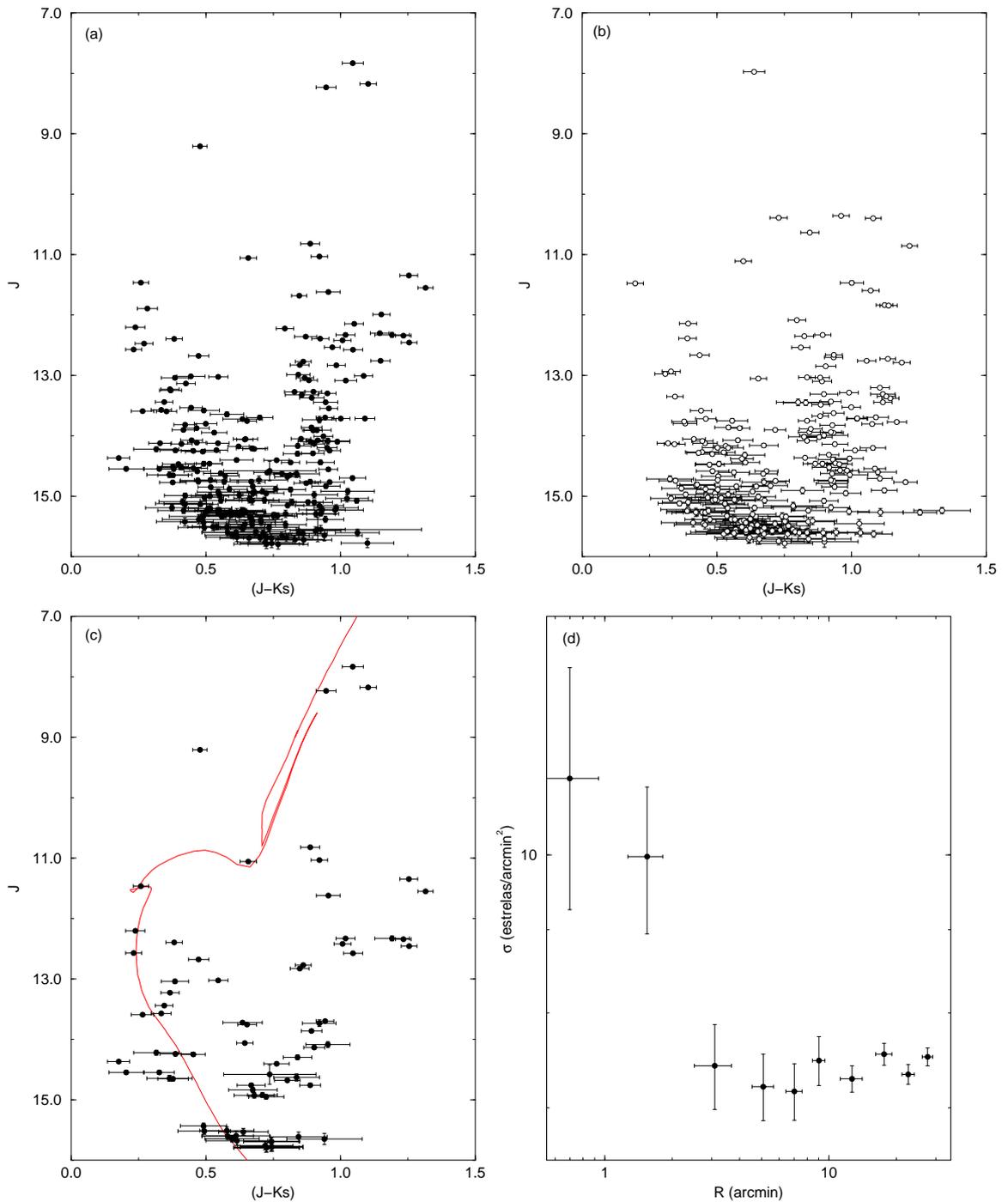


Figura 5.2: Painel (a): CMD observado $J \times (J - H)$ para a região central ($R = 3'$) de FSR 162. Painel (b): estrelas de campo extraídas de um anel externo da amostra e de mesma área da região central. Painel (c): CMD descontaminado das estrelas de campo e com o ajuste de uma isócrona de Padova de 630 Manos (linha sólida). Painel (d): RDP observado sem ajuste por uma lei de King.

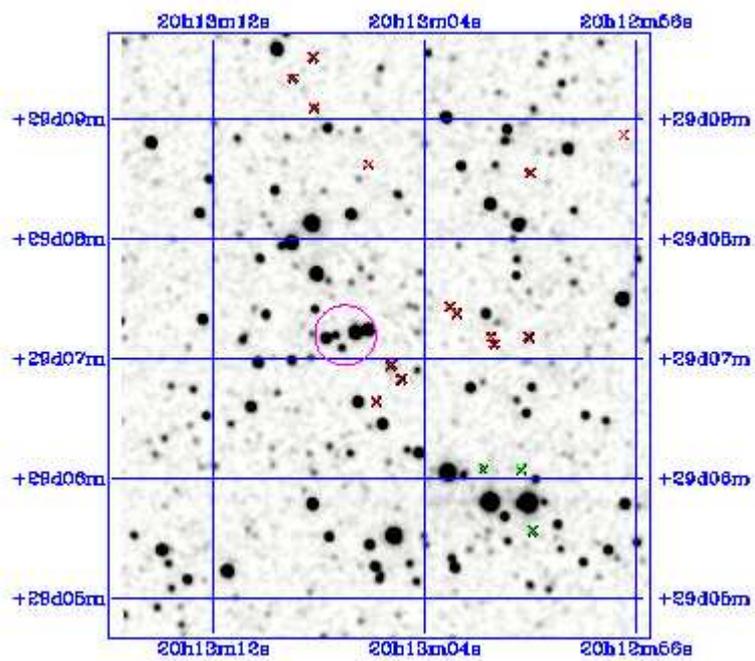


Figura 5.3: Imagem do 2MASS na banda K_s centrada nas coordenadas de FSR 178. O círculo aberto indica a parte central do objeto.

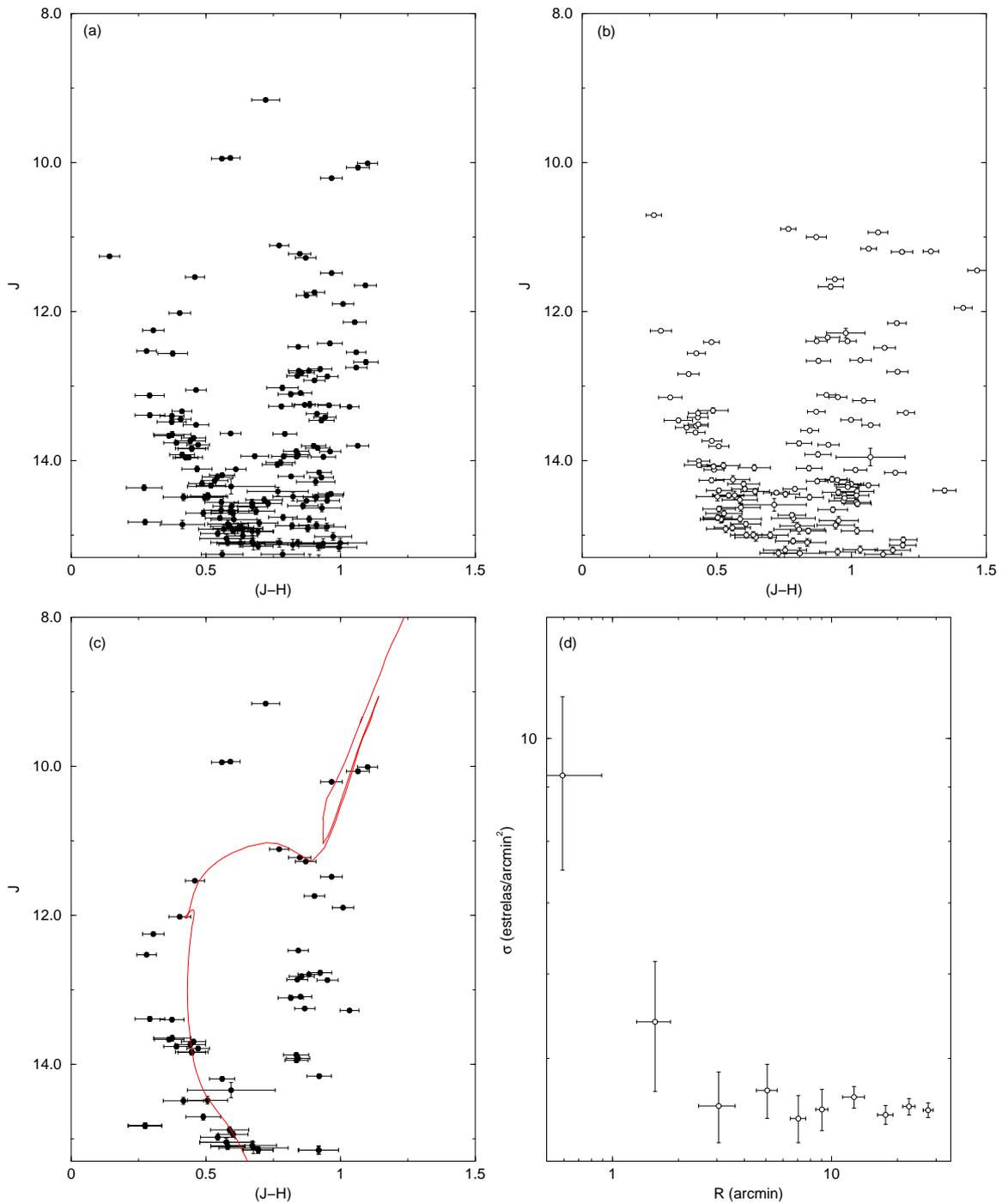


Figura 5.4: Painel (a): CMD observado $J \times (J - H)$ para a região central ($R = 3'$) de FSR 178. Painel (b): estrelas de campo extraídas de um anel externo da amostra e de mesma área da região central. Painel (c): CMD descontaminado das estrelas de campo e com o ajuste de uma isócrona de Padova de 400 Manos (linha sólida). No painel (d): RDP observado sem ajuste.

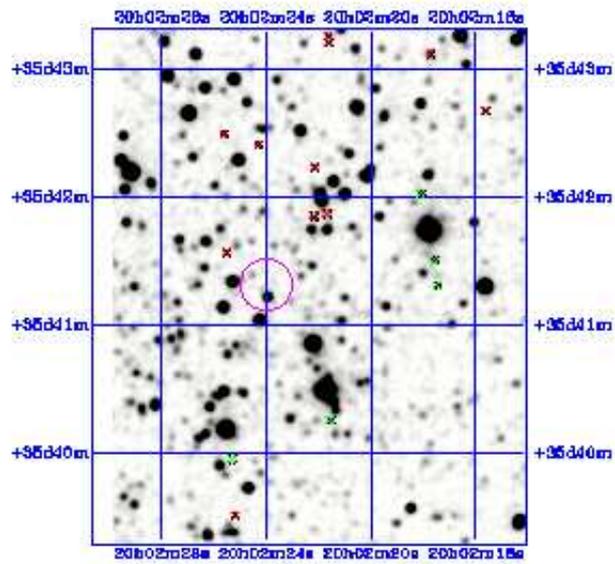


Figura 5.5: Imagem do 2MASS, na banda K_s , de FSR 198 . O círculo aberto indica a parte central do objeto.

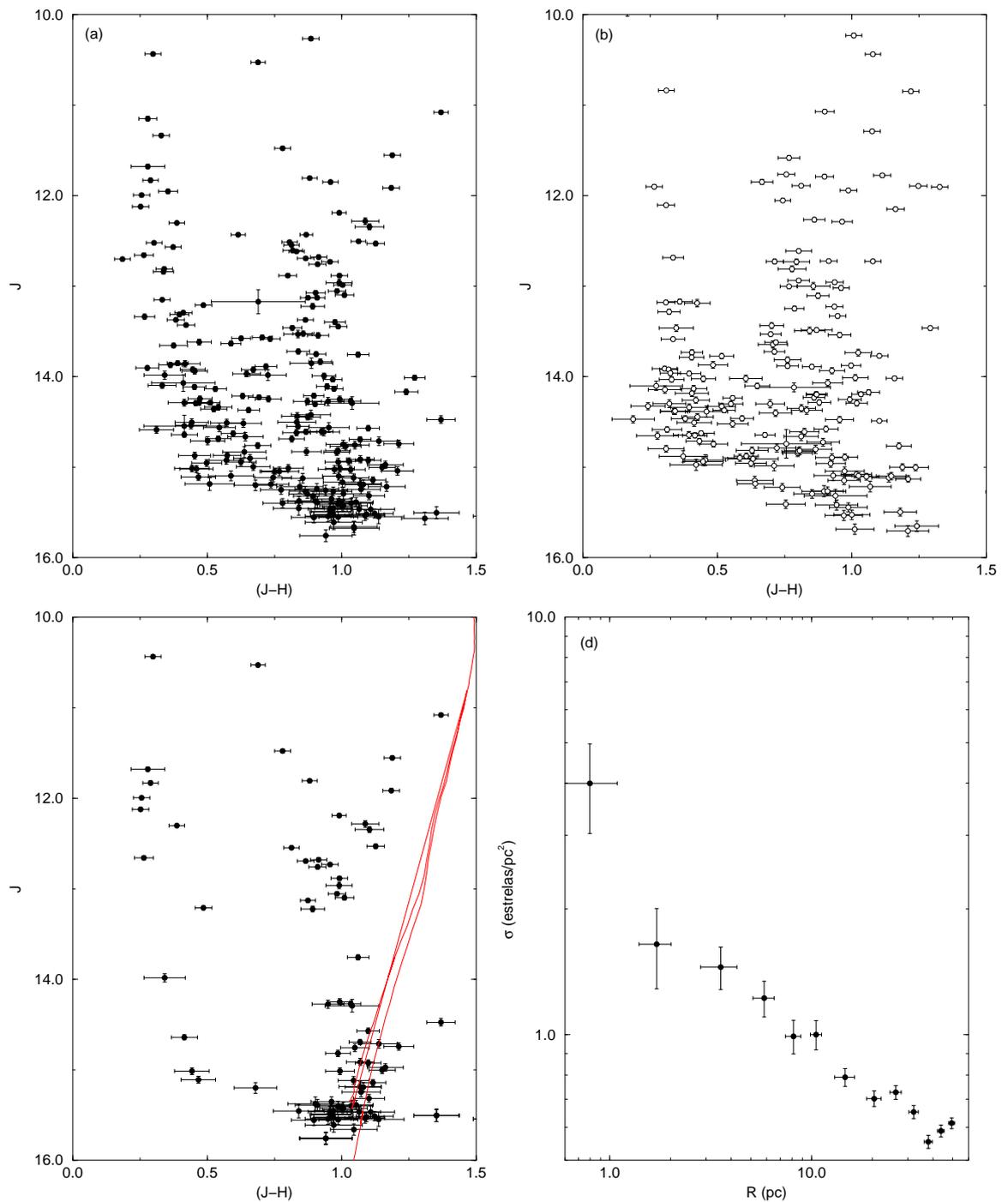


Figura 5.6: Painel (a): CMD observado $J \times (J - H)$ para a região central ($R = 3'$) de FSR 198. Painel (b): estrelas de campo extraídas de um anel externo da amostra e de mesma área da região central. Painel (c): CMD descontaminado das estrelas de campo e com o ajuste de uma isócrona de Padova de 3.5 Ganos (linha sólida). No painel (d): RDP sem o ajuste por uma lei de King.

Capítulo 6

Considerações Finais

Sob certos aspectos, os aglomerados estelares podem ser considerados como blocos fundamentais na construção das galáxias. No decorrer de sua vida os aglomerados são continuamente afetados por processos internos como a perda de massa por evolução estelar, segregação de massa, evaporação de estrelas de baixa massa, e processos externos tais como tensão de maré e fricção dinâmica exercidos, por exemplo, pelo bojo Galáctico, disco e nuvens moleculares gigantes. Esses processos tendem a reduzir a massa do aglomerado, o que pode acelerar a fase de colapso do núcleo para alguns aglomerados. Em função disso, informações cruciais sobre os estágios iniciais de formação da Galáxia e da evolução dinâmica de aglomerados podem ser obtidas da atual estrutura interna e distribuição espacial dos GCs. Essa idéia pode ser estendida aos OCs, especialmente os jovens, que são importantes na determinação da estrutura dos braços espirais, do disco e da curva de rotação da Galáxia. Por isso, a determinação dos parâmetros astrofísicos de aglomerados estelares é fundamental e pode resultar num melhor entendimento dos processos de formação e evolução dos próprios aglomerados e da Galáxia.

Empregamos a fotometria 2MASS para derivar parâmetros astrofísicos de aglomerados abertos Galácticos. Ao longo desse trabalho, analisamos 19 candidatos a aglomerados abertos através da fotometria J, H e K_s do 2MASS. Para 16 deles foi possível derivar valores para seus parâmetros astrofísicos.

Na busca pelos parâmetros fundamentais e estruturais de aglomerados abertos, usamos métodos que incluem: (i) a extração da imagem XDSS e/ou 2MASS de cada objeto; (ii) a construção do CMD observado, a partir da fotometria 2MASS, e a sua descontaminação, seguida do ajuste de uma isócrona; (iii) a construção de um perfil

de densidade radial, através da fotometria filtrada em cor-magnitude e o ajuste por uma lei de King.

A imagem XDSS e/ou 2MASS de cada objeto nos permitiu ter uma primeira aproximação de suas dimensões e definir a área para extração da fotometria 2MASS. Essa imagem também foi importante na análise da contaminação do objeto por estrelas do campo e na discussão, em alguns casos, da existência de um possível avermelhamento diferencial. Ela foi essencial na busca pelas coordenadas otimizadas (Tabela 1.1) que maximizam a densidade superficial de estrelas na região central do objeto.

Com o objetivo de obter o CMD intrínseco dos candidatos a aglomerado aberto, aplicamos um algoritmo de descontaminação das estrelas de campo que trabalha em bases estatísticas. Através do CMD descontaminado de cada objeto analisamos suas possíveis seqüências evolutivas com o ajuste de uma isócrona de Padova de metalicidade solar.

Analisamos a estrutura dos candidatos com o perfil de densidade radial (RDP) que foi construído após a aplicação do filtro cor-magnitude, cujo objetivo é descartar as estrelas que não apresentem magnitude e cores compatíveis com às do objeto e, desse modo, produzir parâmetros mais robustos.

Da amostra de 10 objetos no domínio óptico, todos tiveram seus parâmetros derivados, 8 resultaram em aglomerados abertos e 2 prováveis remanescentes de OCs. A amostra é caracterizada por apresentar baixa latitude Galáctica, com exceção de Be 63 ($b = 2.48^\circ$) e Cz 12 ($b = -4.74^\circ$), os demais apresentam $|b| < 1.3$, ou seja, estão, essencialmente, no plano do disco. Além da baixa latitude, Ru 141 e Ru 144 apresentam um agravante, a baixa longitude ($19,72^\circ$ e $20,744^\circ$, respectivamente) e sofrem com a contaminação das estrelas do bojo que aparecem no CMD do objeto, mesmo após a aplicação do algoritmo de descontaminação, como uma seqüência vertical de estrelas. O aglomerado aberto Be 63 é pobre em estrelas, mas a imagem XDSS mostra um bom contraste objeto/campo que é confirmado pelo RDP e pelas seqüências evolutivas no CMD. Be 84 também é pobre, mas seu RDP se ajusta a um perfil de King, embora apresente significativas barras de erro e um ponto bem abaixo do ajuste. Sugerimos que seja analisado com telescópios maiores. Be 91 resultou em candidato a OCR. A imagem XDSS do objeto apresenta um contraste de densidade objeto/campo identificável. No CMD destaca-se o *clump* de gigantes vermelhas e no RDP o contraste objeto/campo é confirmado. Derivamos a idade de aproximadamente 200 Manos e a distância ao Sol próxima de 10.5 kpc. Trata-se de um sistema físico, mas sugerimos a análise com telescópios maiores para que seus parâmetros

sejam determinados com maior precisão. O aglomerado aberto Cz 6 apresenta um bom contraste de densidade, tanto na imagem XDSS quanto no RDP, o que o caracteriza como sistema físico. Apesar do reduzido número de estrelas membros, foi possível delinear as suas seqüências evolutivas com uma isócrona de 2 Ganos. Cz 7 é um aglomerado pouco populoso mas que apresenta um bom ajuste por um perfil de King. Suas seqüências evolutivas são facilmente notadas no CMD. Cz 12 é um OC cujo CMD apresenta um proeminente *clump* de gigantes vermelhas e uma seqüência principal bem definida. O perfil mostra bom ajuste e significativo contraste de densidade objeto/campo. Ru 46 resultou em sistema físico, provavelmente um remanescente de aglomerado aberto. A imagem XDSS apresenta uma concentração de estrelas, na região central, que se destaca em relação ao campo. O CMD observado mostra seqüências de estrelas que não estão presentes no campo. E o RDP confirma o contraste de densidade do objeto em relação ao campo. O RDP de Ru 46 é característico de remanescentes de aglomerado aberto. Ru 141 está projetado sobre o bojo, o que resulta numa seqüência de estrelas, quase vertical, no CMD do objeto. Seu CMD resume-se à seqüência principal, o que introduz grande incerteza na determinação da idade do objeto. A imagem XDSS do OC Ru 141 mostra-se muito contaminada pelo campo e com um possível avermelhamento diferencial no campo. O RDP mostra um contraste de densidade objeto/campo. O candidato Ru 144 também resultou em OC. Por estar projetado sobre o bojo mostra-se muito contaminado. A imagem XDSS para o objeto mostra um possível avermelhamento diferencial. O CMD apresenta um bom ajuste mas a contaminação, principalmente por estrelas do bojo surge como uma seqüência de estrelas quase vertical. O perfil de densidade radial do objeto mostra um bom contraste de densidade no centro, seguido de uma depressão que possivelmente é ocasionada pelo avermelhamento diferencial. E finalmente, Ru 172 mostra-se muito contaminado pelo campo e com possível avermelhamento diferencial. O CMD mostra as seqüências evolutivas bem definidas e o RDP apresenta bom ajuste por um perfil de King.

A amostra de aglomerados infravermelhos é composta de 9 objetos. Desses candidatos a aglomerado aberto, 6 foram confirmados, tendo seus parâmetros astrofísicos derivados. Para os aglomerados infravermelhos buscamos imagens do 2MASS na banda K_s que é menos sensível à extinção interestelar. O CMD observado do aglomerado aberto FSR 101 mostra seqüências de estrelas que destacam-se em relação ao campo. Além da MS bem definida apresenta um *clump* de gigantes vermelhas. O objeto tem grande raio de core. FSR 133 é um aglomerado aberto com suas seqüências

evolutivas muito bem definidas no CMD. O diagrama cor-magnitude bem definido facilitou a construção do filtro CM, o que resultou num bom ajuste por um perfil de King. O aglomerado apresenta bom contraste de densidade em relação ao campo. FSR 1430 é um aglomerado aberto de grande diâmetro caracterizado por um *clump* de gigantes vermelhas que destaca-se no CMD do objeto. O CMD mostra poucas estrelas na MS e importantes incertezas. O aglomerado aberto FSR 1471 apresenta um CMD bem definido e RDP com bom ajuste. FSR 1521 é um aglomerado velho e distante. O CMD tem como característica um *clump* de gigantes vermelhas bem definido e elevada incerteza na seqüência principal. O aglomerado aberto FSR 190 caracteriza-se por apresentar um proeminente *clump* de gigantes vermelhas. Apesar das importantes barras de erro o RDP apresenta um bom contraste de densidade objeto/campo.

Da amostra de aglomerados no infravermelho, para 3 objetos não foi possível determinar os parâmetros astrofísicos, são eles: FSR 162, FSR 178 e FSR 198. Sugerimos que sejam analisados por meio de telescópios maiores e de maior resolução, especialmente FSR 198 que apresenta um bom contraste de densidade em relação ao campo, mas está próximo ao limite da fotometria, podendo tratar-se de um aglomerado aberto velho ou até mesmo um globular.

Referências Bibliográficas

- [1] ALTER, G.; RUPRECHT, J.; VANÝSEK, V. Catalogue of Star Clusters and Associations (Supplement 2). **Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia**, v. 11, 1960.
- [2] BAUMGARDT, H. Dissolution of Globular Clusters. **ArXiv Astrophysics e-prints**, May 2006.
- [3] BELOKUROV, V.; EVANS, N. W.; IRWIN, M. J.; LYNDEN-BELL, D.; YANNY, B.; VIDRIH, S.; GILMORE, G.; SEABROKE, G.; ZUCKER, D. B.; WILKINSON, M. I.; HEWETT, P. C.; BRAMICH, D. M.; FELLHAUER, M.; NEWBERG, H. J.; WYSE, R. F. G.; BEERS, T. C.; BELL, E. F.; BARENTINE, J. C.; BRINKMANN, J.; COLE, N.; PAN, K.; YORK, D. G. An Orphan in the “Field of Streams”. **“Astrophysical Journal”**, v. 658, p. 337–344, March 2007.
- [4] BERGOND, G.; LEON, S.; GUIBERT, J. Gravitational tidal effects on galactic open clusters. **“Astronomy and Astrophysics”**, v. 377, p. 462–472, October 2001.
- [5] BESSELL, M. S.; BRETT, J. M. JHKLM photometry - Standard systems, passbands, and intrinsic colors. **“Publications of the Astronomical Society of the Pacific”**, v. 100, p. 1134–1151, September 1988.
- [6] BICA, E.; BONATTO, C. Properties of five low-contrast open clusters in the third quadrant. **“Astronomy and Astrophysics”**, v. 443, p. 465–475, November 2005.
- [7] BICA, E.; BONATTO, C.; BARBUY, B.; ORTOLANI, S. Globular cluster system and Milky Way properties revisited. **“Astronomy and Astrophysics”**, v. 450, p. 105–115, April 2006a.

- [8] BICA, E.; BONATTO, C.; BLUMBERG, R. Faint open clusters with 2MASS: BH 63, Lyngå 2, Lyngå 12 and King 20. **“Astronomy and Astrophysics”**, v. 460, p. 83–92, December 2006b.
- [9] BICA, E.; BONATTO, C.; DUTRA, C. M. Does Cyg OB2 harbour any open cluster? **“Astronomy and Astrophysics”**, v. 405, p. 991–998, July 2003a.
- [10] BICA, E.; BONATTO, C.; DUTRA, C. M. Discovery of three optical open clusters in the Galaxy. **“Astronomy and Astrophysics”**, v. 422, p. 555–562, August 2004.
- [11] BICA, E.; DUTRA, C. M.; SOARES, J.; BARBUY, B. 2MASS IR star clusters in the Galaxy (Bica+, 2003). **VizieR Online Data Catalog**, v. 340, p. 40223–+, September 2003b.
- [12] BICA, E.; SANTIAGO, B. X.; DUTRA, C. M.; DOTTORI, H.; DE OLIVEIRA, M. R.; PAVANI, D. Dissolving star cluster candidates. **“Astronomy and Astrophysics”**, v. 366, p. 827–833, February 2001.
- [13] BOILY, C. M.; KROUPA, P. The impact of mass loss on star cluster formation - II. Numerical N-body integration and further applications. **“Monthly Notices of the Royal Astronomical Society”**, v. 338, p. 673–686, January 2003.
- [14] BONATTO, C.; BICA, E. Mass segregation in M 67 with 2MASS. **“Astronomy and Astrophysics”**, v. 405, p. 525–530, July 2003.
- [15] BONATTO, C.; BICA, E. Detailed analysis of open clusters: A mass function break and evidence of a fundamental plane. **“Astronomy and Astrophysics”**, v. 437, p. 483–500, July 2005.
- [16] BONATTO, C.; BICA, E. Methods for improving open cluster fundamental parameters applied to M 52 and NGC 3960. **“Astronomy and Astrophysics”**, v. 455, p. 931–942, September 2006.
- [17] BONATTO, C.; BICA, E. Old open clusters in the inner Galaxy: FSR1744, FSR89 and FSR31. **“Astronomy and Astrophysics”**, v. 473, p. 445–455, October 2007a.
- [18] BONATTO, C.; BICA, E. Open clusters in dense fields: the importance of field-star decontamination for NGC 5715, Lyngå 4, Lyngå 9, Trumpler 23, Trumpler

- 26 and Czernik 37. “**Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**”, v. 377, p. 1301–1323, May 2007b.
- [19] BONATTO, C.; BICA, E.; GIRARDI, L. Theoretical isochrones compared to 2MASS observations: Open clusters at nearly solar metallicity. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 415, p. 571–576, February 2004a.
- [20] BONATTO, C.; BICA, E.; ORTOLANI, S.; BARBUY, B. Detection of K_s -excess stars in the 14 Myr open cluster NGC 4755. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 453, p. 121–132, July 2006a.
- [21] BONATTO, C.; BICA, E.; ORTOLANI, S.; BARBUY, B. FSR1767 - a new globular cluster in the Galaxy. “**Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**”, p. L79+, August 2007.
- [22] BONATTO, C.; BICA, E.; PAVANI, D. B. NGC 2180: A disrupting open cluster? “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 427, p. 485–494, November 2004b.
- [23] BONATTO, C.; BICA, E.; SANTOS, J. F. C., JR. Spatial dependence of 2MASS luminosity and mass functions in the old open cluster NGC 188. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 433, p. 917–929, April 2005.
- [24] BONATTO, C.; KERBER, L. O.; BICA, E.; SANTIAGO, B. X. Probing disk properties with open clusters. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 446, p. 121–135, January 2006b.
- [25] BONATTO, C.; SANTOS, J. F. C., JR.; BICA, E. Mass functions and structure of the young open cluster NGC 6611. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 445, p. 567–577, January 2006c.
- [26] CARDELLI, J. A.; CLAYTON, G. C.; MATHIS, J. S. The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction. “**Astrophysical Journal**”, v. 345, p. 245–256, October 1989.
- [27] CARPENTER, J. M.; HEYER, M. H.; SNELL, R. L. Embedded Stellar Clusters in the W3/W4/W5 Molecular Cloud Complex. “**Astrophysical Journal Supplement Series**”, v. 130, p. 381–402, October 2000.

- [28] CARRARO, G. Whiting 1: A New Halo Young Globular Cluster. “**Astrophysical Journal Letters**”, v. 621, p. L61–L64, March 2005.
- [29] CARRARO, G. Open cluster remnants: an observational overview. **Bulletin of the Astronomical Society of India**, v. 34, p. 153–+, March 2006.
- [30] CARRARO, G.; DINESCU, D. I.; GIRARD, T. M.; VAN ALTENA, W. F. Probing the nature of possible open cluster remnants with the Southern Proper Motion Program. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 433, p. 143–150, April 2005.
- [31] CARRARO, G.; PATAT, F. The stellar content of the open clusters Tombaugh 1 and Ruprecht 46. “**Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**”, v. 276, p. 563–570, September 1995.
- [32] DE GRIJS, R. From nuclear clusters to halo globulars: Star clusters as basic galactic building blocks. In: IAU SYMPOSIUM, Combes, F.; Palous, J., editores, v. 235 of **IAU Symposium**, p. 48–51, 2007.
- [33] DE LA FUENTE MARCOS, R. The initial mass function and the dynamical evolution of open clusters. IV. Realistic systems. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 322, p. 764–777, June 1997.
- [34] DE LA FUENTE MARCOS, R. Searching for open cluster remnants. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 333, p. L27–L30, May 1998.
- [35] DE LA FUENTE MARCOS, R. Ghostly Open Clusters (Invited). In: MODES OF STAR FORMATION AND THE ORIGIN OF FIELD POPULATIONS, Grebel, E. K.; Brandner, W., editores, v. 285 of **Astronomical Society of the Pacific Conference Series**, p. 160–+, 2002.
- [36] DIAS, W. S.; ALESSI, B. S.; MOITINHO, A.; LÉPINE, J. R. D. New catalogue of optically visible open clusters and candidates. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 389, p. 871–873, July 2002.
- [37] DUCATI, J. R.; RIBEIRO, D.; REMBOLD, S. B. A Method for Simultaneous Determination of A_V and $Rand$ Applications. “**Astrophysical Journal**”, v. 588, p. 344 – 352, May 2003.

- [38] DUTRA, C. M.; BICA, E. New star clusters projected close to the Galactic Centre. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 359, p. L9–L12, July 2000.
- [39] DUTRA, C. M.; BICA, E. New infrared star clusters and candidates in the Galaxy detected with 2MASS. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 376, p. 434–440, September 2001.
- [40] FERRARIO, L.; WICKRAMASINGHE, D. Modelling of isolated radio pulsars and magnetars on the fossil field hypothesis. “**Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**”, v. 367, p. 1323–1328, April 2006.
- [41] FRIEL, E. D. The Old Open Clusters Of The Milky Way. “**Annual Review of Astronomy and Astrophysics**”, v. 33, p. 381–414, 1995.
- [42] FROEBRICH, D.; MEUSINGER, H.; DAVIS, C. J. FSR0190 - Another old distant galactic cluster. **ArXiv e-prints**, v. 710, October 2007a.
- [43] FROEBRICH, D.; MEUSINGER, H.; SCHOLZ, A. FSR1735 - a new globular cluster candidate in the inner Galaxy. “**Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**”, v. 377, p. L54–L58, May 2007b.
- [44] FROEBRICH, D.; SCHOLZ, A.; RAFTERY, C. L. A systematic survey for infrared star clusters with $|b| < 20^\circ$ using 2MASS. “**Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**”, v. 374, p. 399–408, January 2007c.
- [45] FUKUSHIGE, T.; HEGGIE, D. C. Pre-collapse evolution of galactic globular clusters. “**Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**”, v. 276, p. 206–218, September 1995.
- [46] GIERSZ, M. Monte Carlo simulations of star clusters - II. Tidally limited, multimass systems with stellar evolution. “**Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**”, v. 324, p. 218–230, June 2001.
- [47] GIRARDI, L.; BERTELLI, G.; BRESSAN, A.; CHIOSI, C.; GROENEWEGEN, M. A. T.; MARIGO, P.; SALASNICH, B.; WEISS, A. Theoretical isochrones in several photometric systems. I. Johnson-Cousins-Glass, HST/WFPC2, HST/NICMOS, Washington, and ESO Imaging Survey filter sets. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 391, p. 195–212, August 2002.

- [48] GOODWIN, S. P. Residual gas expulsion from young globular clusters. “**Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**”, v. 284, p. 785–802, February 1997.
- [49] HARRIS, W. E. A Catalog of Parameters for Globular Clusters in the Milky Way. “**Astronomical Journal**”, v. 112, p. 1487–+, October 1996.
- [50] HURT, R. L.; JARRETT, T. H.; KIRKPATRICK, J. D.; CUTRI, R. M.; SCHNEIDER, S. E.; SKRUTSKIE, M.; VAN DRIEL, W. Serendipitous 2MASS Discoveries near the Galactic Plane: A Spiral Galaxy and Two Globular Clusters. “**Astronomical Journal**”, v. 120, p. 1876–1883, October 2000.
- [51] IVANOV, V. D.; BORISSOVA, J.; PESSEV, P.; IVANOV, G. R.; KURTEV, R. Discovery of new Milky Way star clusters candidates in the 2MASS point source catalog. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 394, p. L1–L4, October 2002.
- [52] JANES, K.; ADLER, D. Open clusters and galactic structure. “**Astrophysical Journal Supplement Series**”, v. 49, p. 425–445, July 1982.
- [53] JANES, K. A.; PHELPS, R. L. The galactic system of old star clusters: The development of the galactic disk. “**Astronomical Journal**”, v. 108, p. 1773–1785, November 1994.
- [54] JANES, K. A.; TILLEY, C.; LYNGA, G. Properties of the open cluster system. “**Astronomical Journal**”, v. 95, p. 771–784, March 1988.
- [55] JOHNSON, H. L. Infrared Stellar Photometry. “**Astrophysical Journal**”, v. 135, p. 69–+, January 1962.
- [56] JOSHI, K. J.; NAVE, C. P.; RASIO, F. A. Monte Carlo Simulations of Globular Cluster Evolution. II. Mass Spectra, Stellar Evolution, and Lifetimes in the Galaxy. “**Astrophysical Journal**”, v. 550, p. 691–702, April 2001.
- [57] KALIRAI, J. S.; RICHER, H. B.; REITZEL, D.; HANSEN, B. M. S.; RICH, R. M.; FAHLMAN, G. G.; GIBSON, B. K.; VON HIPPEL, T. The Initial-Final Mass Relationship: Spectroscopy of White Dwarfs in NGC 2099 (M37). “**Astrophysical Journal Letters**”, v. 618, p. L123–L127, January 2005.
- [58] KHARCHENKO, N. V.; PISKUNOV, A. E.; ROESER, S.; SCHILBACH, E.; SCHOLZ, R.-D. Catalogue of Open Cluster Data (COCD) (Kharchenko+, 2005). **VizieR Online Data Catalog**, v. 343, p. 81163–+, July 2005a.

- [59] KHARCHENKO, N. V.; PISKUNOV, A. E.; RÖSER, S.; SCHILBACH, E.; SCHOLZ, R.-D. Astrophysical parameters of Galactic open clusters. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 438, p. 1163–1173, August 2005b.
- [60] KHARCHENKO, N. V.; PISKUNOV, A. E.; ROSER, S.; SCHILBACH E., ; SCHOLZ, R. D. All-sky census of galactic open cluster stars. **Kinematika i Fizika Nebesnykh Tel Supplement**, v. 5, p. 381–384, June 2005c.
- [61] KING, I. R. The structure of star clusters. III. Some simple dynamical models. “**Astronomical Journal**”, v. 71, p. 64–+, February 1966a.
- [62] KING, I. R. The structure of star clusters. IV. Photoelectric surface photometry in nine globular clusters. “**Astronomical Journal**”, v. 71, p. 276–+, May 1966b.
- [63] KOBULNICKY, H. A.; MONSON, A. J.; BUCKALEW, B. A.; DARNEL, J. M.; UZPEN, B.; MEADE, M. R.; BABLER, B. L.; INDEBETOUW, R.; WHITNEY, B. A.; WATSON, C.; CHURCHWELL, E.; WOLFIRE, M. G.; WOLFF, M. J.; CLEMENS, D. P.; SHAH, R.; BANIA, T. M.; BENJAMIN, R. A.; COHEN, M.; DICKEY, J. M.; JACKSON, J. M.; MARSTON, A. P.; MATHIS, J. S.; MERCER, E. P.; STAUFFER, J. R.; STOLOVY, S. R.; NORRIS, J. P.; KUTYREV, A.; CANTERNA, R.; PIERCE, M. J. Discovery of a New Low-Latitude Milky Way Globular Cluster Using GLIMPSE. “**Astronomical Journal**”, v. 129, p. 239–250, January 2005.
- [64] KOPOSOV, S.; DE JONG, J. T. A.; BELOKUROV, V.; RIX, H. .; ZUCKER, D. B.; EVANS, N. W.; GILMORE, G.; IRWIN, M. J.; BELL, E. F. The discovery of two extremely low luminosity Milky Way globular clusters. **ArXiv e-prints**, v. 706, May 2007.
- [65] KRONBERGER, M.; TEUTSCH, P.; ALESSI, B.; STEINE, M.; FERRERO, L.; GRACZEWSKI, K.; JUCHERT, M.; PATCHICK, D.; RIDDLE, D.; SALORANTA, J.; SCHOENBALL, M.; WATSON, C. New galactic open cluster candidates from DSS and 2MASS imagery. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 447, p. 921–928, March 2006.
- [66] KROUPA, P. On the variation of the initial mass function. “**Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**”, v. 322, p. 231–246, April 2001a.

- [67] KROUPA, P. The Birth, Evolution and Death of Star Clusters. In: FROM DARKNESS TO LIGHT: ORIGIN AND EVOLUTION OF YOUNG STELLAR CLUSTERS, Montmerle, T.; André, P., editores, v. 243 of **Astronomical Society of the Pacific Conference Series**, p. 387–+, 2001b.
- [68] KROUPA, P. The Fundamental Building Blocks of Galaxies. In: THE THREE-DIMENSIONAL UNIVERSE WITH GAIA, Turon, C.; O’Flaherty, K. S.; Perryman, M. A. C., editores, v. 576 of **ESA Special Publication**, p. 629–+, January 2005.
- [69] LADA, C. J.; LADA, E. A. Embedded Clusters in Molecular Clouds. “**Annual Review of Astronomy and Astrophysics**”, v. 41, p. 57–115, 2003.
- [70] LAMERS, H. J. G. L. M.; ANDERS, P.; DE GRIJS, R. The photometric evolution of dissolving star clusters. I. First predictions. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 452, p. 131–140, June 2006.
- [71] LEE, J.-W.; CARNEY, B. W.; CHENG, H. Bootes II: Not a Dwarf Galaxy but Possibly Shed by One. **ArXiv e-prints**, v. 710, October 2007.
- [72] LYNGÅ, G. Open clusters in our Galaxy. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 109, p. 213–222, May 1982.
- [73] LYNGÅ, G. The Lund Catalogue of Open Cluster Data. In: ASTRONOMY FROM LARGE DATABASES, Murtagh, F.; Heck, A., editores, p. 379–+, 1988.
- [74] LYNGÅ, G. Open Cluster Data 5th Edition (Lynga 1987). **VizieR Online Data Catalog**, v. 7092, p. 0–+, February 1995.
- [75] MATHIS, J. S. Interstellar dust and extinction. “**Annual Review of Astronomy and Astrophysics**”, v. 28, p. 37–70, 1990.
- [76] MERMILLIOD, J.-C.; PAUNZEN, E. Analysing the database for stars in open clusters. I. General methods and description of the data. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 410, p. 511–518, November 2003.
- [77] Milone, E. F.; Mermilliod, J.-C., editores. **The origins, evolution, and destinies of binary stars in clusters**, v. 90 of **Astronomical Society of the Pacific Conference Series**, 1996.

- [78] NEUGEBAUER, G.; LEIGHTON, R. B. **Two-micron sky survey. A preliminary catalogue**: NASA SP, Washington: NASA, 1969, 1969.
- [79] NILAKSHI, ; SAGAR, R.; PANDEY, A. K.; MOHAN, V. A study of spatial structure of galactic open star clusters. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 383, p. 153–162, January 2002.
- [80] ORTOLANI, S.; BICA, E.; BARBUY, B. ESO 280-SC06: a new globular cluster in the Galaxy. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 361, p. L57–L59, September 2000.
- [81] ORTOLANI, S.; BICA, E.; BARBUY, B. AL 3 (BH 261): A New Globular Cluster in the Galaxy. “**Astrophysical Journal Letters**”, v. 646, p. L115–L118, August 2006.
- [82] PAVANI, D. B.; BICA, E. Characterization of open cluster remnants. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 468, p. 139–150, June 2007.
- [83] PAVANI, D. B.; BICA, E.; DUTRA, C. M.; DOTTORI, H.; SANTIAGO, B. X.; CARRANZA, G.; DÍAZ, R. J. Open clusters or their remnants: B and V photometry of NGC 1901 and NGC 1252. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 374, p. 554–563, August 2001.
- [84] REID, M. J. The distance to the center of the Galaxy. “**Annual Review of Astronomy and Astrophysics**”, v. 31, p. 345–372, 1993.
- [85] SAKAMOTO, T.; HASEGAWA, T. Discovery of a Faint Old Stellar System at 150 kpc. “**Astrophysical Journal Letters**”, v. 653, p. L29–L32, December 2006.
- [86] SCHLEGEL, D. J.; FINKBEINER, D. P.; DAVIS, M. Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds. “**Astrophysical Journal**”, v. 500, p. 525–+, June 1998.
- [87] SKRUTSKIE, M. F.; CUTRI, R. M.; STIENING, R.; WEINBERG, M. D.; SCHNEIDER, S.; CARPENTER, J. M.; BEICHMAN, C.; CAPPS, R.; CHESTER, T.; ELIAS, J.; HUCHRA, J.; LIEBERT, J.; LONSDALE, C.; MONET, D. G.; PRICE, S.; SEITZER, P.; JARRETT, T.; KIRKPATRICK, J. D.; GIZIS, J. E.; HOWARD, E.; EVANS, T.; FOWLER, J.; FULLMER, L.; HURT, R.; LIGHT,

- R.; KOPAN, E. L.; MARSH, K. A.; MCCALLON, H. L.; TAM, R.; VAN DYK, S.; WHEELLOCK, S. The Two Micron All Sky Survey (2MASS). “**Astronomical Journal**”, v. 131, p. 1163–1183, February 2006.
- [88] SKRUTSKIE, M. F.; SCHNEIDER, S. E.; STIENING, R.; STROM, S. E.; WEINBERG, M. D.; BEICHMAN, C.; CHESTER, T.; CUTRI, R.; LONSDALE, C.; ELIAS, J.; ELSTON, R.; CAPPS, R.; CARPENTER, J.; HUCHRA, J.; LIBERT, J.; MONET, D.; PRICE, S.; SEITZER, P. The Two Micron All Sky Survey (2MASS): Overview and Status. In: THE IMPACT OF LARGE SCALE NEAR-IR SKY SURVEYS, Garzon, F.; Epchtein, N.; Omont, A.; Burton, B.; Persi, P., editores, v. 210 of **Astrophysics and Space Science Library**, p. 25–+, 1997.
- [89] TADROSS, A. L.; WERNER, P.; OSMAN, A.; MARIE, M. Morphological analysis of open clusters’ propertiesII. Relationships projected onto the galactic plane. **New Astronomy**, v. 7, p. 553–575, December 2002.
- [90] TRAGER, S. C.; KING, I. R.; DJORGOVSKI, S. Catalogue of Galactic globular-cluster surface-brightness profiles. “**Astronomical Journal**”, v. 109, p. 218–241, January 1995.
- [91] TRUMPLER, R. J. Spectral Types in Open Clusters. “**Publications of the Astronomical Society of the Pacific**”, v. 37, p. 307–+, December 1925.
- [92] VOGT, N.; MOFFAT, A. F. J. Southern open clusters I. UBV and Hbeta photometry of 15 clusters between galactic longitudes 231d and 256d. “**Astronomy and Astrophysics Supplement Series**”, v. 7, p. 133–+, October 1972.
- [93] WEIDEMANN, V. Revision of the initial-to-final mass relation. “**Astronomy and Astrophysics**”, v. 363, p. 647–656, November 2000.
- [94] WILLMAN, B.; BLANTON, M. R.; WEST, A. A.; DALCANTON, J. J.; HOGG, D. W.; SCHNEIDER, D. P.; WHERRY, N.; YANNY, B.; BRINKMANN, J. A New Milky Way Companion: Unusual Globular Cluster or Extreme Dwarf Satellite? “**Astronomical Journal**”, v. 129, p. 2692–2700, June 2005.