

**Eduardo Balbinot**

***Análise de Diagramas Cor-Magnitude para  
aglomerados estelares do Grupo Local***

Porto Alegre

13 de Novembro de 2008

**Eduardo Balbinot**

***Análise de Diagramas Cor-Magnitude para  
aglomerados estelares do Grupo Local***

Trabalho de conclusão de curso desenvolvido  
sob orientação do Prof. Dr. Basílio Xavier San-  
tiago.

INSTITUTO DE FÍSICA  
UFRGS

Porto Alegre

13 de Novembro de 2008

# *SUMÁRIO*

<b>1</b>	<b>Introdução</b>	p. 4
1.1	Aglomerados de estrelas . . . . .	p. 4
1.2	O Grupo Local . . . . .	p. 5
1.2.1	A Via Láctea . . . . .	p. 5
1.2.2	A Grande Nuvem de Magalhães . . . . .	p. 6
<b>2</b>	<b>O Aglomerado Globular NGC6642</b>	p. 7
2.1	Dados . . . . .	p. 8
2.2	Fotometria . . . . .	p. 8
2.3	Determinação dos parâmetros . . . . .	p. 10
2.3.1	Evolução Estelar . . . . .	p. 10
2.3.2	Análise do CMD . . . . .	p. 11
2.4	Estrutura: perfis de densidade e funções de luminosidade . . . . .	p. 12
<b>3</b>	<b>LMC: candidatos à lacuna de idades</b>	p. 15
3.1	Objetos estudados . . . . .	p. 15
3.2	Correções Instrumentais, Fotometria e Calibração . . . . .	p. 16
3.3	Descontaminação . . . . .	p. 19
3.4	Determinação dos Parâmetros . . . . .	p. 21
<b>4</b>	<b>Conclusões</b>	p. 22
4.1	NGC6642 . . . . .	p. 22
4.2	Aglomerados da LMC . . . . .	p. 23

REFERÊNCIAS . . . . . p.24

# 1 INTRODUÇÃO

## 1.1 Aglomerados de estrelas

Aglomerados de estrelas são grupos de estrelas que se formaram de uma única nuvem molecular primordial via colapso gravitacional. Eles se dividem em dois grupos principais: os aglomerados globulares, que são compactos e apresentam simetria esférica e os aglomerados abertos, que são menos compactos e de aparência difusa. Outras possíveis categorias, recentemente identificadas, podem ser vistas em Peng et al. (2006) e Brodie et al. (2002). O estudo destes objetos pode dizer muito sobre a formação das estruturas nas galáxias que os hospedam, a exemplo do estudo de Shapley (1939) para determinação do centro Galáctico. Aglomerados também contêm registros sobre o histórico de formação estelar em suas galáxias hospedeiras e sobre efeitos de dinâmica interna e de interações entre galáxias. Além disso, o estudo dos aglomerados nos remete a escalas de tempo da idade do Universo.

Dado um aglomerado, sabemos que as estrelas que o compõem possuem a mesma idade, composição química e distância, ou seja, temos uma única população estelar praticamente à mesma distância de nós. Esse tipo de população estelar é denominada população simples. Portanto, para obtermos a magnitude absoluta de cada estrela basta que saibamos a distância a que este aglomerado está, tornando o estudo desses objetos, do ponto de vista de evolução estelar, relativamente simples.

Uma das maneiras de determinar os parâmetros de aglomerados é a comparação direta de suas distribuições em magnitude e cor (ou seja, seus diagramas cor-magnitude) com modelos de evolução estelar. As curvas sobre um diagrama cor-magnitude (CMD) geradas por modelos para populações estelares simples são as isócronas. Porém o ajuste de isócronas ao CMD observado não é trivial, pois temos 4 parâmetros livres principais: idade, metalicidade, distância e avermelhamento. A comparação visual entre o CMD observado de um aglomerado e a posição de uma isócrona é técnica muito usada. Porém, ela sofre com problemas de degenerescência nos parâmetros e é somente útil para determinar limites superiores e inferiores para os mesmos.

Um ajuste mais confiável de modelos evolutivos exige técnicas de comparação estatística entre CMDs observados e previstos pela teoria. Além disso, outros parâmetros, como a fração de binárias e a função inicial de massa (IMF), são também importantes para o modelamento, sendo que ainda há uma grande incerteza e divergência sobre estes assuntos.

## 1.2 O Grupo Local

O Grupo Local é o grupo de galáxias ao qual a Via Láctea pertence. Podemos dizer que aquelas galáxias nas proximidades da nossa são membros do Grupo Local. Porém essa definição carece de um critério mais rígido para caracterização de um membro. Uma definição mais robusta é atingida quando consideramos membros apenas aquelas galáxias gravitacionalmente ligadas ao sistema como um todo, ou seja, elas não escapam do campo gravitacional gerado pelo conjunto de galáxias que compõe o sistema.

Apesar da dificuldade em estabelecer um critério, há uma aparente concordância na comunidade científica que existem cerca de 35 galáxias principais ( $M_V \leq -8.6$ ) no Grupo Local, onde a Via Láctea e a Galáxia de Andrômeda (M31) são as galáxias centrais de dois subgrupos principais. O restante das galáxias são elípticas, esferoidais ou irregulares. Atualmente estão sendo descobertas dezenas de novas galáxias difusas no Grupo Local (Koposov et al., 2008).

### 1.2.1 A Via Láctea

Em nossa Galáxia o ambiente onde os aglomerados habitam é bastante violento. Na região do Halo e Bojo as forças de maré exercidas pela Galáxia tendem a causar a dissolução de aglomerados em longas escalas de tempo. Além disso, as marés podem ampliar o efeito de evaporação estelar, pelo qual há fuga de estrelas menos massivas das partes externas dos aglomerados. Este tipo de interação pode levar à completa dissolução dos aglomerados.

As órbitas dos aglomerados do sistema Galáctico podem intersectar o plano do disco e podem ser excêntricas o suficiente para habitar o sistema do Halo e do Bojo da Galáxia. Quando um aglomerado passa de uma componente para outra da Galáxia diz-se que ele colidiu com aquela componente. Esta colisão perturba o potencial gravitacional do aglomerado, influenciando sua evolução dinâmica. O estudo destas perturbações em sistemas de aglomerados de galáxias similares a Via Láctea e suas influências sobre a estrutura dos aglomerados pode ser visto em Allen et al. (2006).

### 1.2.2 A Grande Nuvem de Magalhães

Dentro do Grupo Local podemos observar um vasto conjunto de fenômenos de interação entre as galáxias. Em especial a interação entre a Via Láctea e a Grande e Pequena Nuvem de Magalhães (LMC e SMC), duas galáxias tradicionalmente tidas como irregulares. Na LMC podemos ver conseqüências de interações com a Via Láctea e com a SMC, como é o caso da corrente de Magalhães, grande estrutura formada por H neutro que se estende ao longo das órbitas da LMC e SMC. Há ainda a ponte de Magalhães, que une as duas satélites e que é resultado de efeito de maré na interação entre ambas.

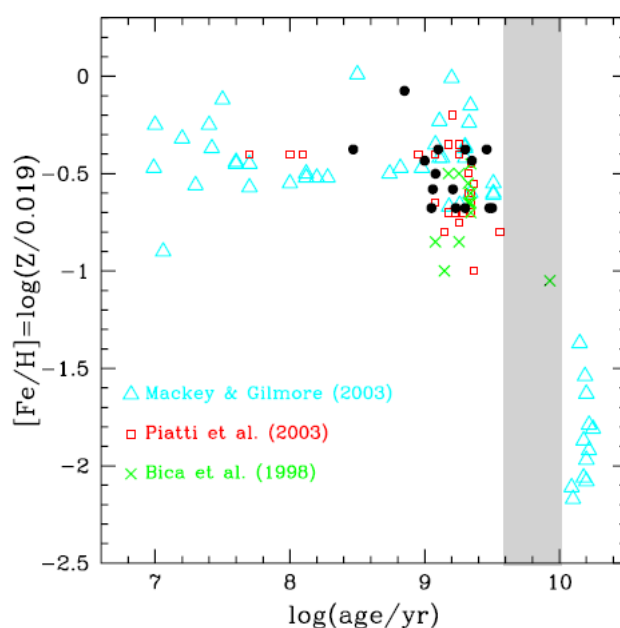


Figura 1.1: Diagrama idade-metalicidade mostrando a lacuna de idades na região sombreada com seu único aglomerado membro. A região da lacuna pode parecer pequena em idades, porém as idades estão em escala logarítmica. Figura retirada de Kerber et al. (2007).

A LMC possui um sistema muito rico de aglomerados que abrange um amplo espectro de massas, idades e metalicidades claramente visível na Figura 1.1. Neste sistema, talvez uma das mais marcantes propriedades seja a presença de uma lacuna nas idades entre 3-10 Ganos (Kerber et al., 2007) que ainda não foi bem compreendida. Existem teorias que tentam explicar este fenômeno, como a dissolução deste aglomerados devido a forças de maré e/ou um período onde houve uma perturbação na taxa de formação estelar dentro desta galáxia, conseqüentemente diminuindo a formação de aglomerados naquela época. Até o dia de hoje somente um aglomerado foi encontrado dentro desta lacuna ESO121-SC03 (Bica et al., 1998; Xin et al., 2008) o único dentro da região sombreada da Figura 1.1. O estudo do sistema de aglomerados da LMC com

uma determinação precisa de idades, metalicidades e outros parâmetros estruturais é vital para que se possa saber o histórico de interações LMC/SMC/Via Láctea.



## 2 O AGLOMERADO GLOBULAR NGC6642

Existe ainda um número apreciável de aglomerados globulares que ainda não foram estudados em detalhe em nossa galáxia, um deles é NGC6642 localizado nas coordenadas galáticas  $l = 9.81^\circ$ ,  $b = -6.44^\circ$  projetado contra a parte interna do Halo e externa do Bojo da Galáxia. Este objeto também é denominado ESO 522-SC32 e GCl-97. Diversos parâmetros já foram determinados para ele na literatura (Barbuy et al., 2006; Piotto et al., 2002; Minniti, 1995; Trager et al., 1995), porém todos utilizando telescópios em solo ou imagens de menor resolução do Telescópio Espacial Hubble (HST). O aglomerado NGC6642 foi selecionado para este estudo com base no catálogo de Trager et al. (1995), onde aparece como candidato a núcleo colapsado.

Em um aglomerado há uma tendência de transferência de energia do núcleo para a região do halo do aglomerado. O núcleo fica cada vez mais compacto e o halo se expande. Este processo leva o nome de colapso do núcleo. Nele as estrelas centrais podem ficar próximas o suficiente para se fundirem. O núcleo, porém, pode suportar esta contração via efeitos de aquecimento via interação com sistemas binários (Wilkinson et al., 2003) ou buracos negros estelares (Mackey et al., 2008).

Utilizando a *Advanced Camera for Surveys* (ACS) a bordo do HST alcançamos praticamente o limite óptico do telescópio, dado pelo critério de Rayleigh onde o máximo da figura de difração de uma fonte pontual deve estar a uma distância maior que a do primeiro mínimo de difração da outra para que essas duas fontes sejam resolvidas. No caso do HST, ignorando qualquer outro tipo de aberração óptica, o limite para luz visível ( $\lambda \simeq 6000\text{\AA}$ ) é dado por:

$$\sin \theta_R = 1.22 \frac{\lambda}{d} = 1.22 \times \frac{6000 \times 10^{-10}}{2.6} \simeq 2.307 \times 10^{-7} \quad (2.1)$$

$$\theta_R = 0.05'' \simeq 1 \text{ pixel}$$

ou seja, duas fontes separadas por 1 pixel são resolvidas pelo HST em teoria, na prática este limite é um pouco mais elevado devido a arquitetura imperfeita do telescópio.

Com essa excelente resolução é possível resolver a maior parte das estrelas mesmo no ambiente de alta densidade do núcleo de um aglomerado globular (Figura 2.1).

## 2.1 Dados

As observações de NGC6642 utilizando o HST/ACS geraram duas imagens de 10 *segundos* de tempo de exposição nos filtros F606W e F814W que correspondem aproximadamente a banda V (alargada) e I de Johnson. O detector é constituído por dois chips com uma separação de 50px entre eles. As imagens do HST/ACS cobrem uma área no céu equivalente a  $202'' \times 202''$  com uma escala espacial de  $0.049''/pixel$ . As imagens foram reduzidas e corrigidas para aberrações geométricas automaticamente pelo *pipeline* CALACS no *Space Telescope Institute for Science* (STScI) e estão prontas para fotometria (Siriani et al., 2005). Os efeitos instrumentais corrigidos pelo CALACS são comuns a todos os CCDs e serão discutidos na seção 3.2.

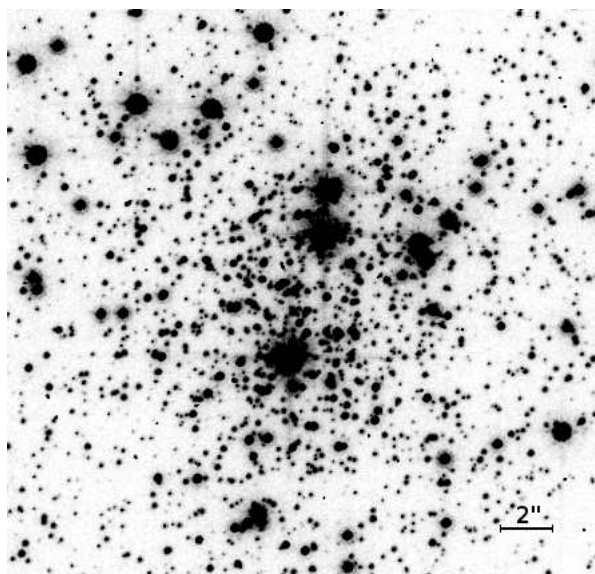


Figura 2.1: Imagem da região central ( $22'' \times 22''$ ) de NGC6642 na banda F814W (escala indicada).

Na Figura 2.1 é claramente visível a qualidade dos dados do HST/ACS, onde é mostrada a região central do aglomerado com pouco efeito de sobreposição de estrelas. Portanto, os dados são confiáveis mesmo nas regiões mais centrais. Também é interessante notar a presença de um objeto cercado por um grande número de estrelas na região central inferior da imagem. Este objeto pode ser um conjunto de estrelas sobre forte interação.

## 2.2 Fotometria

A fotometria foi realizada utilizando o pacote DAOPHOT (Stetson, 1987) em ambiente do *Image Reduction and Analysis Facility* (IRAF). Primeiramente as fontes que têm intensidade acima de  $4\sigma$  da intensidade média do céu são buscadas, para isso a rotina DAOFIND foi utilizada. Para cada fonte detectada é calculado o fluxo dentro de uma abertura, ou seja, a intensidade de cada *pixel* é somada dentro desta abertura. Após é calculado o fluxo por pixel a uma distância da estrela, obtendo-se o fluxo médio do céu. Então é feita a subtração do fluxo integrado do céu do fluxo total dentro da abertura, obtendo assim somente a contribuição do fluxo proveniente da estrela. Este processo é feito utilizando a rotina PHOT e é resumido pela Equação 2.2. Nesta fotometria foi adotado o sistema de magnitudes VEGAMAG com pontos zero (Zpt) listados em Sirianni et al. (2005). Este sistema de magnitudes adota a estrela Vega como estrela padrão, onde sua magnitude em todas as bandas é escolhida como o zero do sistema.

$$m(i) = -2.5 \log \left[ \left( \sum_{i,j} N(i,j) - N_{\text{céu}} \right) / t \right] + Zpt \quad (2.2)$$

Até aqui uma fotometria de boa qualidade foi obtida, porém o ambiente denso do aglomerado faz com que as estrelas fiquem sobrepostas mesmo com a excelente resolução do HST/ACS. Portanto para detectar o maior número de estrelas possível é preciso adotar uma técnica mais eficiente.

Não há instrumento óptico perfeito. No caso dos telescópios em solo a limitação é dada pela atmosfera, porém no caso do HST essa limitação é dada pelo limite de difração para abertura do telescópio, demonstrado na Equação 2.1. Essa limitação faz com que a luz de uma fonte pontual se espalhe sobre a superfície do detector, adquirindo um certo perfil que não deve variar de fonte para fonte. Logo, pode-se modelar o formato do perfil com uma função analítica, a função adotada é uma função *Moffat* com parâmetro fixo  $\beta = 1.5$  (Equação 2.3).

$$f(x) = \frac{A}{\left( 1 + \frac{x^2}{a} + \frac{y^2}{b} + \frac{xy}{c} \right)^\beta} \quad (2.3)$$

Este modelo é construído a partir de estrelas isoladas no campo do aglomerado, de maneira que exista pouca ou nenhuma influência de alguma estrela vizinha. Em seguida a tarefa ALLSTAR ajusta o modelo de função de dispersão pontual (PSF), calculado anteriormente, a cada estrela da imagem, assim separando a luz individual de cada fonte mesmo quando sobrepostas, resultando em uma fotometria de melhor qualidade para estes objetos.

Uma vez concluída a fotometria foi aplicada uma correção por abertura, já que os pontos zero utilizados na calibração são calculados para aberturas infinitas e aqui utilizamos uma abertura de  $5px$ . Estas correções estão tabeladas e podem ser encontradas em Sirianni et al. (2005).

Com o resultado da fotometria o Diagrama Cor-Magnitude (CMD) pôde ser construído para o aglomerado NGC6642. Essencialmente um CMD mostra a relação entre a temperatura da superfície da estrela e sua luminosidade. A Figura 2.2 mostra o CMD obtido para o campo do aglomerado NGC6642.

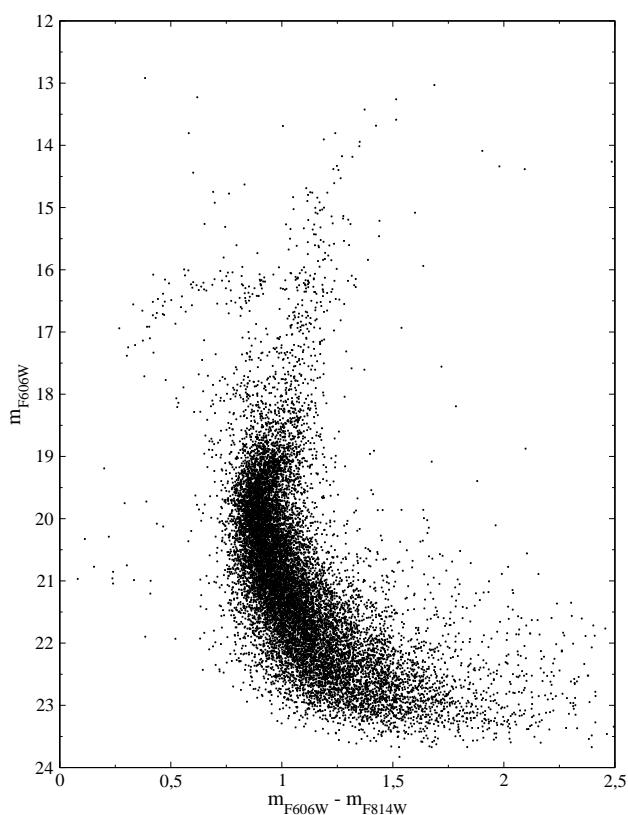


Figura 2.2: CMD para todo o campo de NGC6642.

Dois características marcantes podem ser vistas neste CMD: a bem definida sequência principal chegando a  $m_{F606W} \sim 4 \text{ mag}$  abaixo do *turn-off* e um ramo de gigantes bem definido, caracterizando esse aglomerado como um aglomerado velho. O ramo horizontal (HB) bastante prolongado indica uma população de baixa metalicidade.

Para verificar a qualidade dos nossos dados e calibração foi feita uma transformação de bandas, utilizando os coeficientes de Sirianni et al. (2005), passando de F606W e F814W para Johnson V e I. O CMD resultante foi comparado com aquele obtido por Barbuy et al. (2006),

utilizando telescópio em terra, e estão em boa concordância.

## 2.3 Determinação dos parâmetros

### 2.3.1 Evolução Estelar

Durante a vida da estrela há uma competição entre a pressão gravitacional e a pressão gerada no interior da estrela. A fonte de energia interna é gerada por processos de fusão nuclear e contração gravitacional. A massa da estrela tem papel fundamental sobre os processos nucleares que ocorrem em seu interior, ditando qual é o elemento mais pesado que será fundido no seu núcleo. A massa também define se a estrela irá terminar sua evolução como uma anã branca, uma estrela de nêutrons ou um buraco negro.

Para quantificar os processos que ocorrem no interior estelar e relacioná-los diretamente à massa e composição química de uma estrela é preciso desenvolver modelos teóricos bastante complexos. Entretanto, a evolução de uma estrela depende basicamente de quatro equações:

$$dM(r) = \rho(r)4\pi r^2 dr \quad (2.4)$$

$$\frac{dP}{dr} = -G\rho(r)\frac{M(r)}{r^2} \quad (2.5)$$

$$dL(r) = 4\pi r^2 \varepsilon \rho dr \quad (2.6)$$

$$\frac{dI}{dr} \cos \theta - \frac{dI}{d\theta} \frac{\sin \theta}{r} + IK\rho - \frac{1}{4\pi} j\rho = 0 \quad (2.7)$$

A Equação 2.4 descreve a conservação de massa. A Equação 2.5 mostra a condição de equilíbrio hidrostático. A Equação 2.6 relaciona a produção de energia com a luminosidade em uma casca de espessura  $dr$ . A Equação 2.7 mostra o transporte de energia, porém esta equação descreve o transporte de energia de maneira radiativa e nem sempre se aplica, já que as estrelas podem apresentar camadas convectivas em alguma etapa de sua evolução e uma teoria a parte deve ser desenvolvida para tratar deste problema. Estas equações descrevem o funcionamento básico de uma estrela, mas ainda há diversas complicações como: cálculo de opacidades, modelos de convecção, mistura química, etc.

Um dos resultados para estes modelos são as isócronas. As curvas isócronas descrevem

a evolução de estrelas com quaisquer massas e com uma mesma idade e metalicidades. Estas curvas são de grande interesse para o estudo de populações simples, onde podemos comparar diretamente os modelos com as observações. Neste trabalho foi realizado o ajuste visual de uma curva isócrona calculada por Girardi et al. (2002), no entanto um ajuste mais cuidadoso deve ser feito principalmente para aglomerados ricos como NGC6642, onde há estrelas suficientes para fornecer uma base estatística sólida.

### 2.3.2 Análise do CMD

Quando uma população simples é observada ela está projetada contra um fundo de estrelas que estão posicionadas na parte posterior e anterior ao aglomerado. Denominamos estas estrelas como estrelas de campo. Um tratamento preciso da população estelar do aglomerado deve utilizar algum método de descontaminação, ou seja, as estrelas do aglomerado devem ser separadas daquelas pertencentes ao campo. Contudo, o aglomerado NGC6642 tem um número de estrelas bastante grande, dominando sobre aquelas do campo. Neste caso foi selecionado uma região da imagem de raio 40", centrada no aglomerado, contendo cerca de 40% do número total de estrelas na imagem e somente 10% da área coberta pela imagem, ou seja, a maior parte das estrelas dentro desta região pertence ao aglomerado.

A Figura 2.3 mostra o CMD para a região do aglomerado com a curva isócrona que melhor se ajusta ao dados. O ajuste foi realizado mantendo a variação da metalicidade em torno de  $[Fe/H] = -1.40$  pois este valor foi determinado por Minniti (1995) utilizando espectroscopia de estrelas individuais, uma técnica bastante precisa. O melhor ajuste ocorre para os parâmetros  $\log(Idade) = 10.20$  e  $[Fe/H] = -1.28$ , utilizando  $E(B - V) = 0.42$  e  $(m - M) = 14.60$ . Isto coloca NGC6642 a uma distância de  $d_{\odot} = 8.3 \text{ kpc}$  do Sol com uma idade de 15.8 *Ganos*.

A morfologia do HB pode ser descrita utilizando a parametrização de Lee, Demarque & Zinn (1994):  $HB_{index} = B - R/(B + R + V)$ . Onde V corresponde às estrelas variáveis do tipo RR-Lyrae, B e R correspondem às estrelas mais azuis e mais vermelhas, respectivamente, em comparação da faixa de instabilidade das RR-Lyrae. Para determinar a faixa de instabilidade foi utilizada a magnitude média derivada por Stetson et al. (2005) e foi encontrado  $HB_{index} = 0.15$ . Este valor é consistente com aquele encontrado por Mackey & Gilmore (2004) utilizando tabelas fotométricas de Piotto et al. (2002). Este valor para a morfologia do HB juntamente com a metalicidade classifica NGC6642 como um aglomerado jovem pertencente ao subsistema do Halo da Galáxia, de acordo com a classificação de van den Bergh (1993). As classificações são claramente conflitantes, o que coloca NGC6642 em uma posição de exceção, o que leva a crer que ele é possivelmente um aglomerado de transição. As coordenadas heliocêntricas (em *kpc*)

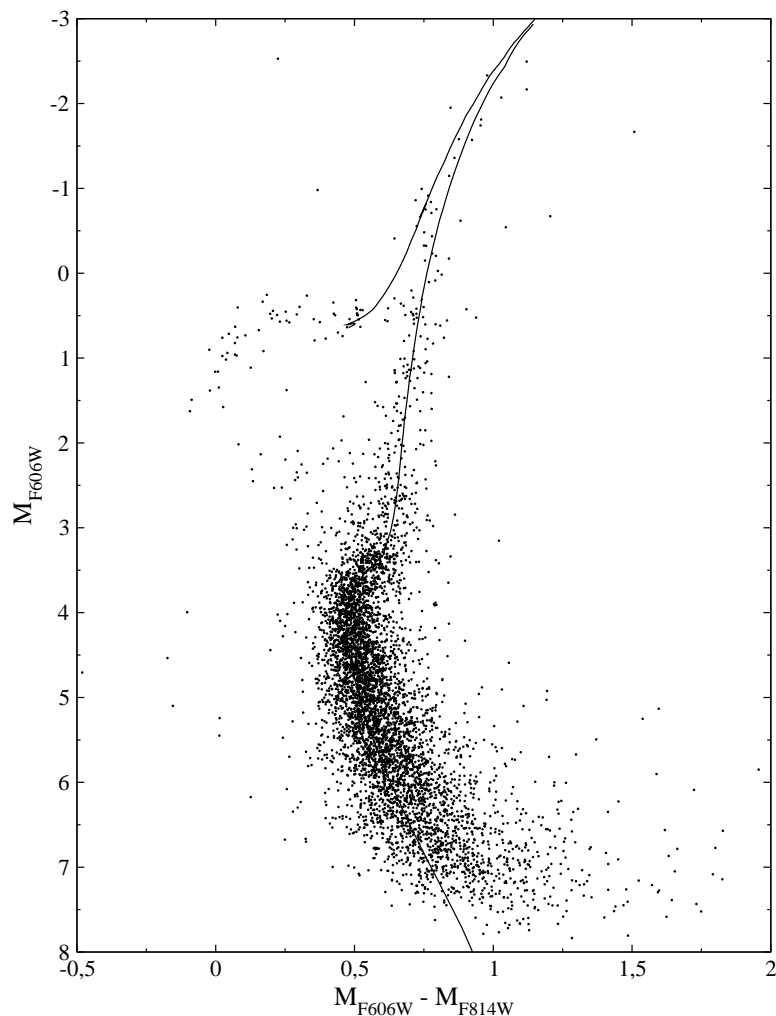


Figura 2.3: CMD com magnitudes absolutas para raio  $\leq 40''$ . Sobreposto está a isócrona de melhor ajuste.

para NGC6642 são:  $(X, Y, Z) = (8.13, 1.41, -0.93)$ . Estas coordenadas colocam o aglomerado em uma região de transição Halo-Bojo.

## 2.4 Estrutura: perfis de densidade e funções de luminosidade

Aglomerados globulares são aproximadamente esfericamente simétricos. A adoção desta simetria para facilitar a análise é óbvia. Para isso é necessário determinar o centro da distribuição, o que é feito determinando a coordenada onde ocorre o pico na contagem de estrelas. Este ponto proporciona uma estimativa do baricentro do aglomerado e é considerado aproximadamente o centro de massa deste. O centro encontrado para NGC6642 está localizado em  $\alpha(J2000.0) = 18^h31^m54.29^s$  e  $\delta(J2000.0) = -23^\circ28'31.73''$ .

Para analisar a estrutura do aglomerado, o Perfil de Densidade Radial (RDP;  $\rho(r) = \frac{dN}{dr}$ ) foi construído computando a densidade de estrelas em anéis a várias distâncias do centro. Contudo, o campo de visão do HST/ACS é limitado ao tamanho da imagem. Porém, para calcular o RDP utilizamos regiões circulares, as quais, a dada distância do centro do aglomerado vão atingir os limites da imagem. Para avaliar a área do anel que está efetivamente sobre a imagem uma integral de Monte Carlo foi utilizada. Primeiramente é gerada uma distribuição uniforme de pontos em uma caixa de lado  $2r$  que circunscreve um anel de raio  $r$ . A área do anel pode ser calculada utilizando a seguinte relação:

$$A_A = 4r^2 \frac{N_A}{N} \quad (2.8)$$

onde  $A_A$  é a área do anel,  $N_A$  o número de pontos dentro do anel e  $N$  o número total de pontos na caixa.

Quando introduzimos os limites da imagem a este método obtemos a contribuição da área do anel que está efetivamente dentro da imagem. Esta área é então utilizada para calcular a densidade de estrelas. O RDP mostrado na Figura 2.4 pôde então ser contruído e um perfil de King (King, 1962) foi ajustado (Equação 2.9). O RDP obtido não é característico de um aglomerado com núcleo colapsado, como havia sido sugerido por Trager et al. (1995). Aglomerados com núcleo colapsado apresentam um perfil crescente até o centro com a ausência de um patamar.

$$f(r) = \sigma_{BG} + \frac{\sigma_p}{\sqrt{(1 + (r/r_{core})^2)}} \quad (2.9)$$

Para verificar a distribuição de estrelas com diferentes luminosidades foi construída a função de luminosidade (LF;  $\Phi(M) = \frac{dN}{dM}$ ). Na LF conta-se o número de estrelas em intervalos de magnitude absoluta. Na Figura 2.5 é mostrada a LF para duas regiões do aglomerado indicadas na figura, os valores de  $\Phi$  foram normalizados pela área e a área foi corrigida utilizando o mesmo processo empregado na construção do RDP.

Na LF (Figura 2.5) há um crescimento no número de estrelas luminosas mais acentuado na região central ( $0'' \leq r \leq 15''$ ). Este crescimento mostra que na região central as estrelas mais brilhantes estão presentes em maior número. Este resultado é bastante forte já que no domínio de magnitudes onde esse efeito ocorre há pouco ou nenhum efeito de completudeza da amostra. Estrelas mais massivas têm maior luminosidade, portanto a região central do aglomerado NGC6642 possui estrelas mais massivas do que a região mais externa, efeito conhecido como segregação de massa.

A segregação de massa é um fenômeno natural e esperado para sistemas autogravitantes em



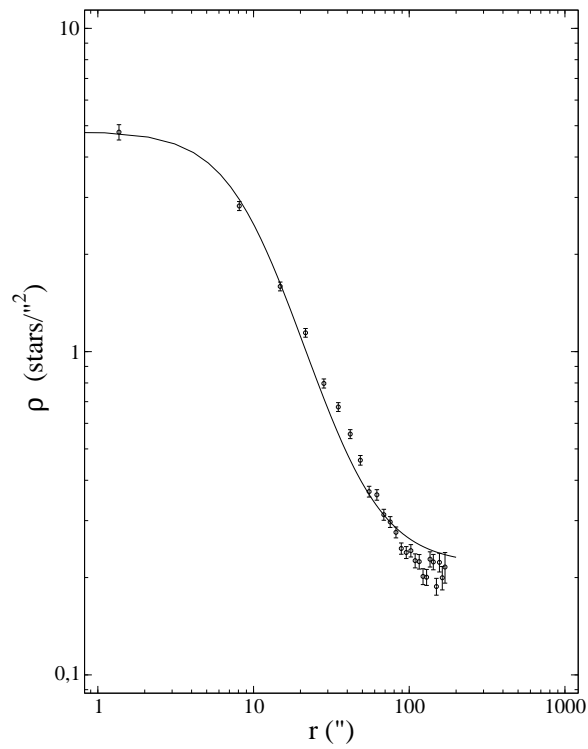


Figura 2.4: RDP para NGC6642. Um perfil de King (King, 1962) foi ajustado com os parâmetros  $\sigma_{BG} = 0.22 \pm 0.01$ ,  $\sigma_p = 4.49 \pm 0.06$  e  $r_{core} = 9.85'' \pm 0.24$ . Pontos mostrados com barras de erro de  $1\sigma$ .

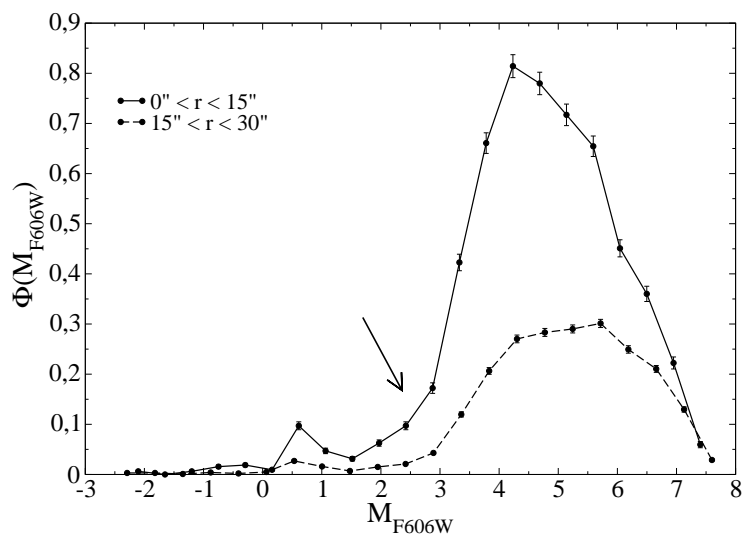


Figura 2.5: Função de Luminosidade para duas regiões do aglomerado com barras de erro de  $1\sigma$ . A seta indica a região onde podemos evidenciar a segregação de massa.

equilíbrio, baseado em uma suposição simples, há equipartição de energia entre as estrelas deste objeto. Uma estrela menos massiva necessita de velocidades maiores para adquirir a energia cinética média do sistema, já que possui menos inércia. Por outro lado, uma estrela massiva pode adquirir a energia cinética média com uma velocidade menor. Órbitas mais internas são consistentes com velocidades menores e órbitas externas com velocidades maiores, logo, é de se esperar que as estrelas mais massivas fiquem próximas do centro enquanto as menos massivas ficam nas regiões externas na medida em que o sistema entra em equilíbrio. Este efeito é claro na Figura 2.5, onde a seta indica a região onde há diferença no crescimento.

### **3 LMC: CANDIDATOS À LACUNA DE IDADES**

O sistema de aglomerados da LMC possui objetos com um espectro de idades e massas bastante diferente daquele dos aglomerados encontrados na Via Láctea. Por isso estes aglomerados são muito úteis como testes para os modelos de evolução estelar. Um dos maiores atrativos da LMC é que nela são encontrados aglomerados jovens e ricos em estrelas, fornecendo um laboratório para o teste de modelos com idades intermediárias, cujos resultados podem tornar as determinações de idades para aglomerados jovens em nossa Galáxia muito mais precisas.

Aglomerados podem se formar em interações entre galáxias. Fusões entre galáxias ricas em gás, por exemplo, podem resultar na formação de um subsistema mais jovem de globulares (Ashman & Zepf, 2006; Cotê et al., 1998). Interações com as próprias galáxias hospedeiras também são importantes para a evolução de aglomerados, via efeitos de maré ou de choques com discos ou com o meio interestelar. Esses mecanismos podem atuar de forma diferenciada sobre a formação de aglomerados ricos com relação às estrelas de campo. Dessa forma, ao relacionar a taxa de formação estelar com a formação de aglomerados, podemos definir características do sistema de aglomerados que passou por esse tipo de interação no passado.

A lacuna de idades é uma característica marcante do sistema de aglomerados da LMC. Como já mencionado, pode ser o resultado de variações reais na taxa de formação estelar global, ou consequência de dissolução de aglomerados pelos efeitos dinâmicos recém mencionados.

#### **3.1 Objetos estudados**

Uma das maneiras de determinar as idades de aglomerados sem utilizar fotometria de estrelas individuais é a fotometria integrada. Nesta técnica determina-se a magnitude e cor dos aglomerados como um todo. Após, é feita a comparação com as previsões dos modelos para população estelar simples. No trabalho de Hunter et al. (2003) esta técnica foi aplicada a cerca de 900 aglomerados da LMC, utilizando observações de baixa resolução em solo. Destes 900

aglomerados, 4 possuem idades consistentes com a lacuna de idades e estão listados na Tabela 3.1. Nela são dados o nome do aglomerado, sua idade e massa estimadas por Hunter et al. (2003), além de suas coordenadas equatoriais (J2000.0).

<i>Nome</i> <sup>1</sup>	<i>Idade(Ganos)</i>	$\alpha$	$\delta$	<i>Massa</i> ( $M_{\odot}$ )
OGLE-LMC0531	5	05 <sup>h</sup> 30 <sup>m</sup> 02.05 <sup>s</sup>	−69°31′36.14″	7.9 × 10 <sup>3</sup>
KMK88-38	6.5	05 <sup>h</sup> 12 <sup>m</sup> 09.30 <sup>s</sup>	−68°54′40.58″	1.1 × 10 <sup>4</sup>
OGLE-LMC0169	10	05 <sup>h</sup> 10 <sup>m</sup> 06.07 <sup>s</sup>	−68°05′19.66″	9.5 × 10 <sup>4</sup>
BSDL917	10	05 <sup>h</sup> 13 <sup>m</sup> 04.00 <sup>s</sup>	−70°26′55.00″	9.5 × 10 <sup>4</sup>

Tabela 3.1: Aglomerados candidatos à lacuna de idade segundo Hunter et al. (2003).

A LMC é uma galáxia vizinha bastante próxima tornando a fotometria de estrelas individuais possível. A determinação das idades através do ajuste de isócronas é mais confiável e pode confirmar a presença destes objetos na lacuna de idades.

## 3.2 Correções Instrumentais, Fotometria e Calibração

Em muitos aspectos, o tratamento dos dados neste capítulo assemelha-se ao que foi descrito para NGC 6642 no capítulo anterior. Em especial, aqui aplicou-se técnicas de fotometria por abertura e por ajuste de PSF. Por outro lado, correções instrumentais aos dados aqui descritos tiveram que ser feitas pelo autor, conforme descrito abaixo.

As imagens foram obtidas utilizando o telescópio SOAR (*Southern Telescope for Astrophysical Research*) no modo imageador óptico (SOI). Foram adotados os filtros B,V e I de Johnson. O campo de visão é de 5.5′ × 5.5′ com uma escala espacial de 0.154″/px. Foi utilizado o modo de leitura lento do CCD para minimizar o ruído instrumental e uma *binagem* 2 × 2 pixels foi adotada. As observações ocorreram em duas noites, nos dias 10/11/2007 e 16/12/2007. O *seeing*, que mede o alargamento do perfil de uma fonte pontual, foi de 0.8″ em média.

No campo do SOAR/SOI também estavam presentes outros aglomerados além daqueles originalmente em nossa amostra Figura 3.1. Os aglomerados extras foram identificados e analisados juntamente. Porém, nenhum deles é candidato à lacuna de idades. Durante o processo de identificação, foi descoberto que o aglomerado BSDL917 não estava presente em nossa amostra; o aglomerado NGC1878 foi observado equivocadamente pelo astrônomo residente do SOAR.

<sup>1</sup>Os nomes OGLE-LMC, KMK88 e BSDL se referem a Pietrzyński et al. (1999), Kontizas et al. (1988) e Bica et al. (1999), respectivamente.

Com isso restam apenas 3 aglomerados candidatos à lacuna de idades em nossa amostra, sendo que OGLE-LMC0169 ainda está em processo de análise.

Em um CCD, um fóton é detectado quando colide contra o material semi-condutor e excita um elétron da banda de valência para a banda de condução. O elétron da banda de condução é capturado por um eletrodo. Um CCD possui milhares destes conjuntos semi-condutor/eletrodo, cada um formando um pixel da imagem. Durante a leitura, os elétrons são transportados para um amplificador/conversor analógico-digital, que transforma a carga em um número que é proporcional ao número de fótons incidente em cada pixel.

No processo de leitura do CCD é aplicada uma corrente. Esta corrente gera o *bias* e deve ser subtraído utilizando imagens de tempo de exposição nulo. Também há efeitos térmicos que geram contagem mesmo quando nenhum fóton incide sobre o CCD. Este efeito, conhecido como *dark current* ou "corrente de escuro", pode ser subtraído utilizando exposições com o obturador fechado (*darks*). Tanto o *bias* quanto o *dark* têm impacto aditivos sobre a imagem. Porém, ainda pode haver efeitos de resposta não uniforme do CCD, ou seja, a proporção elétrons/fótons não é 1 para 1 em todos os pixels. Como correção a esta não-uniformidade, são feitas exposições da parte interna da cúpula do telescópio iluminada uniformemente (ou então exposições do céu crepuscular). Estas imagens são chamadas de *flatfields* e a correção das exposições científicas é multiplicativa.

Das imagens obtidas com o SOAR/SOI foram subtraídas as de *bias* e *dark current*. As imagens resultantes foram então divididas pelas imagens de *flatfield* para eliminar efeitos da resposta não uniforme do CCD. Este conjunto de correções foi feito utilizando o pacote MSCRED em ambiente IRAF. Notem que esses efeitos foram automaticamente eliminados pelo *pipeline* CALACS do HST/ACS no caso de NGC6642 (seção 2.1).

Cada objeto foi observado 3 vezes com longo tempo de exposição e 2 vezes com curto tempo de exposição. As observações foram feitas com dois tempos de exposição distintos para que fosse possível ter fotometria precisa para estrelas de magnitude tênue sem haver a saturação daquelas de magnitude brilhante. Cada conjunto de imagens para um mesmo tempo de exposição foi combinado para aumentar a razão sinal/ruído e eliminar raios cósmicos, resultando assim em duas imagens, uma de longo e outra de curto tempo de exposição, para cada aglomerado e para cada filtro. Na Figura 3.1 está uma região de uma das imagens obtidas na banda V com longo tempo de exposição (200 segundos) completamente reduzida, onde é possível visualizar a alta densidade dos campos e aglomerados.

Como já mencionado, a fotometria foi realizada utilizando os mesmos procedimentos utilizados para NGC6642. Novamente, a técnica de ajuste de PSF é necessária devido à alta den-

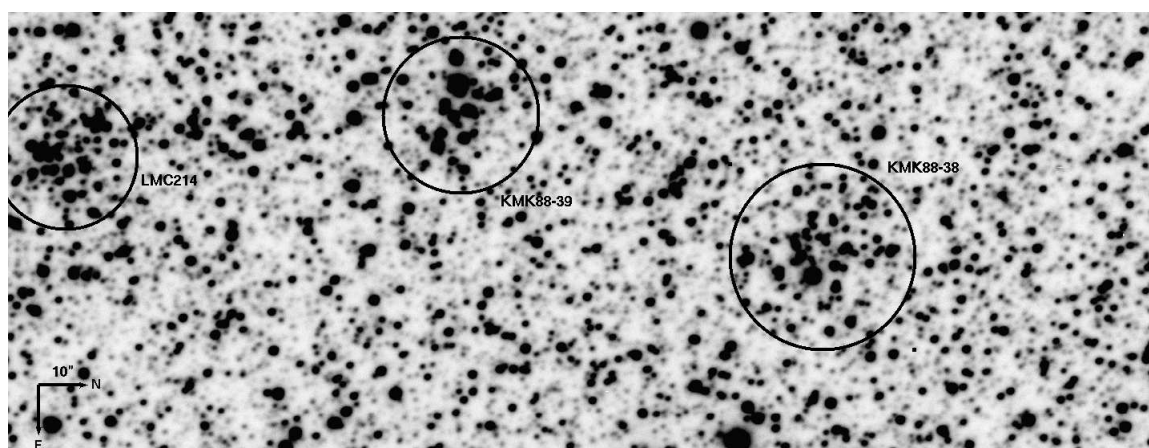


Figura 3.1: Imagem na banda V com  $3.7' \times 1.5'$  em torno do aglomerado KMK88-38. Os nomes dos aglomerados e a escala da imagen estão indicados. Também são visíveis os aglomerados extras do campo do SOI.

sidade de estrelas. Por outro lado, dados baseados em solo exigem um processo de calibração fotométrica, tal como descrito a seguir.

A calibração das magnitudes para um determinado sistema fotométrico não é tão trivial quanto um simples ponto zero. Como as observações ocorreram em solo é de se esperar que exista uma influência da cor da estrela e da massa de ar que a luz proveniente dela teve que percorrer até chegar ao telescópio. Por isso, juntamente com as imagens dos aglomerados, foram imageados campos de estrelas padrão, cujas estrelas possuem magnitudes conhecidas e bem determinadas em um dado sistema fotométrico, nesse caso o sistema Johnson-Cousins. Foram utilizados campos padrão de Sharpee et al. (2002). As estrelas padrão tiveram suas magnitudes determinadas utilizando fotometria por abertura e uma equação do tipo (3.1) foi ajustada, onde  $a, b, c$  são os coeficientes ajustados.

$$V = v + a(V - I) + bX + c, \quad (3.1)$$

onde  $V$  é a magnitude aparente calibrada,  $v$  é a magnitude instrumental,  $a(V - I)$  é o termo de correção de cor,  $bX$  é o termo de correção para massa de ar e  $c$  é o ponto zero do sistema. Os resíduos dos ajustes à equação de calibração tiveram uma dispersão média de  $0.03 \text{ mag}$  nas duas noites. As PSFs utilizadas na fotometria dos aglomerados foram computadas utilizando as estrelas dos campos padrão.

A profundidade do CMD é importante para determinação das idades dos aglomerados velhos, pois o *turn-off* nesses casos corresponde a magnitudes tênues. No entanto, a parte superior

do CMD contém o ramo de gigantes, estrutura também presente nos aglomerados relativamente velhos. Portanto, neste estudo precisamos ter um CMD que contenha simultaneamente estas duas estruturas. Para isso é necessário combinar o resultado da fotometria para as imagens de longo e curto tempo de exposição, obtendo uma única amostra de estrelas por aglomerado.

Na Figura 3.2 é mostrado o diagrama de resíduos. Nele, a diferença entre a magnitude de longo tempo de exposição (*long*) e a magnitude de curto tempo de exposição (*short*) para cada estrela é mostrada em função da magnitude *long*. Na região de magnitudes brilhantes os valores da diferença (*short-long*) ficam negativos devido à saturação das estrelas na imagem *long*. Na região de magnitudes fracas há uma dispersão maior devido à baixa razão sinal/ruído das imagens *short*. É interessante notar que na região intermediária, onde os valores *long* e *short* parecem concordar, há um desvio sistemático do zero. Este desvio é causado pela variação do *seeing* de imagem para imagem, já que a abertura foi mantida constante. A medida deste desvio nos dá a correção por abertura que deve ser aplicada as estrelas *short* de forma a compatibilizar os dois conjuntos de medidas.

Os diagramas de resíduos em cada banda permitem a determinação visual do limite de saturação e do limite onde a razão sinal/ruído das estrelas *short* fica baixa. Estes limites são empregados na combinação das tabelas fotométricas *long* e *short*. Um algoritmo foi desenvolvido em Fortran95 para combinar as tabelas. O resultado desta combinação, para um dos aglomerados, é mostrado na Figura 3.3. Na região acima do limite de saturação são mantidas apenas as estrelas da tabela *short*, na região inferior ao limite onde a razão sinal/ruído fica baixa para a imagem *short* são mantidas apenas as estrelas *long* e na região intermediária é mantida aquela estrela que possui o menor erro em cor.

### 3.3 Descontaminação

Assim como ocorreu para NGC6642, há aqui a necessidade de separar aquelas estrelas que pertencem ao campo daquelas que pertencem ao aglomerado. Porém, os aglomerados estudados aqui são muito pobres e o processo de descontaminação tem papel crucial na análise dos CMDs.

O processo de descontaminação consiste basicamente em comparar o CMD em duas regiões da imagem. Uma das regiões contém o aglomerado e a outra contém somente o campo. As regiões do espaço cor-magnitude que as estrelas do aglomerado habitam devem aparecer como sobre-densidades neste espaço, ou seja, há um excesso em relação ao campo. O processo de descontaminação consiste justamente em encontrar estas sobre-densidades através da subtração da contribuição do campo ao CMD da região do aglomerado. Baseado nessa idéia simples e

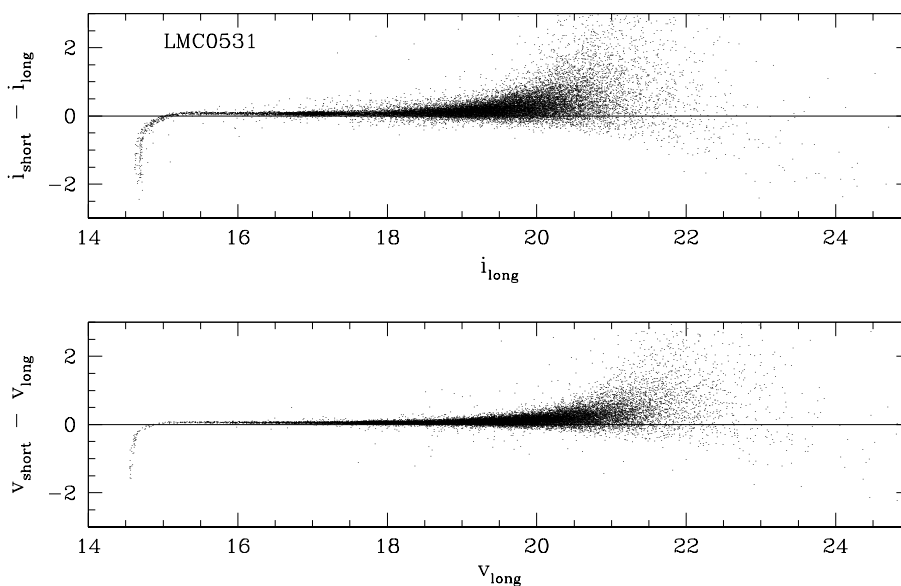


Figura 3.2: Diagrama de resíduos nas bandas I (painel superior) e V (painel inferior) para o campo de OGLE-LMC0531 em magnitudes instrumentais. As diferenças de magnitudes medidas nas imagens *short* e *long* são mostradas em função da magnitude *long*.

em algoritmos já empregados anteriormente por Kerber et al. (2002), um algoritmo similar foi desenvolvido aqui.

Para a comparação do CMD do campo com o do aglomerado Kerber et al. (2002) trata estrelas como pontos sobre o CMD, contando-as dentro de caixas e subtraindo as contagens de campo esperadas na região do aglomerado. Este método sofre com efeitos de borda além de depender de realizações aleatórias envolvendo estatística de baixos números. Para contornar parte destes problemas, o algoritmo desenvolvido neste trabalho trata a medida de uma estrela no CMD como uma realização Gaussiana aleatória bidimensional sobre o espaço cor-magnitude (Figura 3.4). A estrela é, portanto, substituída por uma função Gaussiana no plano do CMD e as suas incertezas em cor e magnitude são consideradas os desvios padrão desta distribuição. Assim, efeitos de borda são suavizados no processo de contagem no plano do CMD e a necessidade de um processo de sorteio aleatório é eliminada.

A comparação dos CMDs do aglomerado e do campo utilizando este novo algoritmo é direta. Para realizar a subtração dos CMDs de duas regiões diferentes é preciso normalizar a densidade de estrelas no CMD pela área de cada uma. O resultado desta subtração pode ser visto na Figura 3.4.

O cálculo das densidades no plano do CMD (tanto do aglomerado quanto do campo) deu-se



em células pequenas, de forma a melhor explorar a contribuição de cada função Gaussiana. A descontaminação deu-se usando a mesma grade em cor-magnitude. Contudo, os CMDs descontaminados são ruidosos, pois tratam-se de aglomerados pobres. O ajuste de isócronas, portanto, teve que ser feito sobre um CMD subtraído e integrado em células maiores (Figura 3.5).

### 3.4 Determinação dos Parâmetros

A determinação dos parâmetros para cada aglomerado seguiu o mesmo procedimento adotado para NGC6642. O ajuste visual neste caso é bastante útil pois temos muito poucas estrelas, cerca de 20 a 150 estrelas por aglomerado. Como todos os aglomerados estão na LMC, há uma limitação na variação da distância durante o ajuste. Assim, o valor de  $(m - M)_V = 18.50$  foi mantido em todos os ajustes. Os valores iniciais de metalicidade também se restringiram a valores típicos para a LMC, com  $\frac{1}{3}Z_{\odot} \leq Z \leq Z_{\odot}$ . O aglomerado OGLE-LMC0214 (Figura 3.1) não foi estudado utilizando os mesmos métodos apresentados neste trabalho, mas sim com o algoritmo de Kerber et al. (2002). A análise de OGLE-LMC0214 não foi mostrada aqui, mas os parâmetros para ele determinado estão incluídos nos resultados. O resultados obtidos para todos aglomerados de nossa amostra estão resumidos na Tabela 3.2.

<i>Nome</i>	$\log(\text{Idade})$	$Z$	$E(B - V)$	$(m - M)_V$
OGLE-LMC0214	$8.4 \pm 0.3$	0.013	0.10	18.50
OGLE-LMC0523	$8.0 \pm 0.3$	0.013	0.20	18.50
OGLE-LMC0531	$9.2 \pm 0.2$	0.014	0.09	18.50
KMK88-38	$9.2 \pm 0.2$	0.006	0.01	18.50
KMK88-39	$8.5 \pm 0.3$	0.011	0.09	18.50
NGC1878	$8.3 \pm 0.2$	0.010	0.17	18.50

Tabela 3.2: Resultados para os ajustes das isócronas para os aglomerados da amostra.

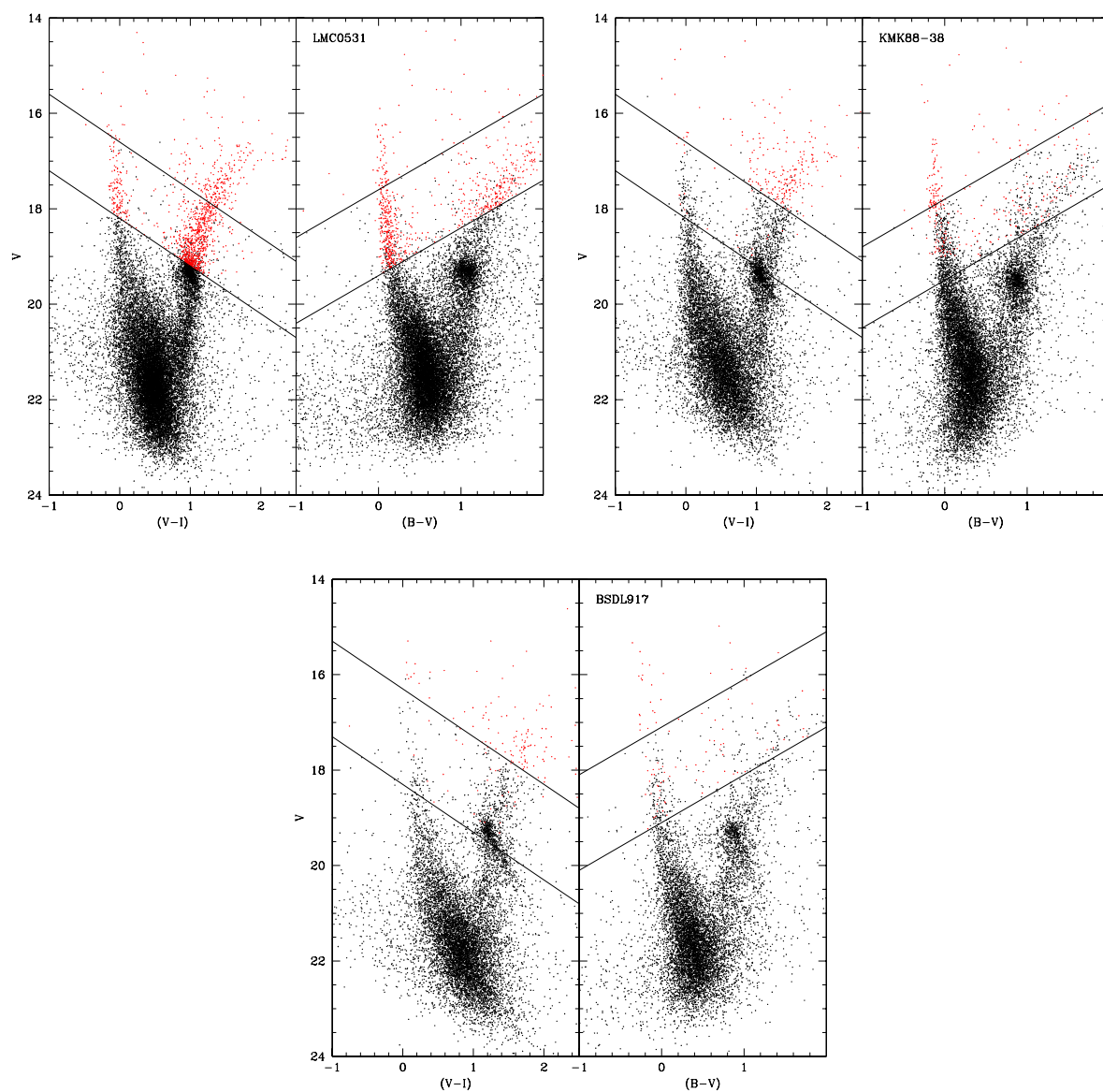


Figura 3.3: CMDs  $V,V-I$  (à esquerda) e  $V,B-V$  (à direita) combinados para os aglomerados de nossa amostra com os nomes indicados. Em vermelho estão as estrelas provenientes das imagens *short* e em preto as estrelas das imagens *long*. A linha superior indica o limite de saturação e a linha inferior indica o limite de confiabilidade da imagem *short*.

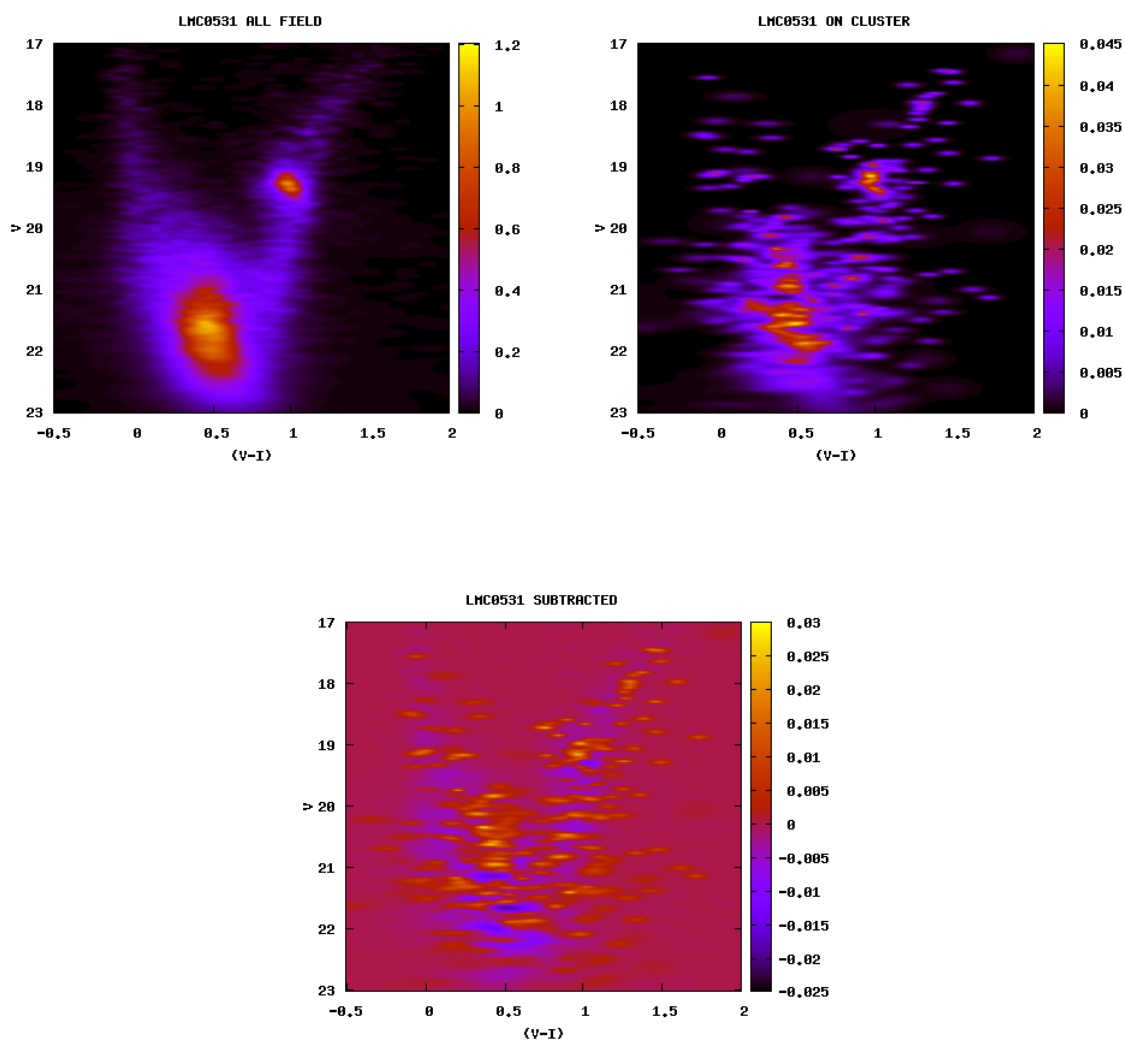


Figura 3.4: CMDs após a aplicação do algoritmo de suavização Gaussiana. Acima/esquerda: CMD para o campo. Acima/direita: CMD para a região do aglomerado. Abaixo: CMD subtraído, levando-se em conta as áreas cobertas por aglomerado e campo.

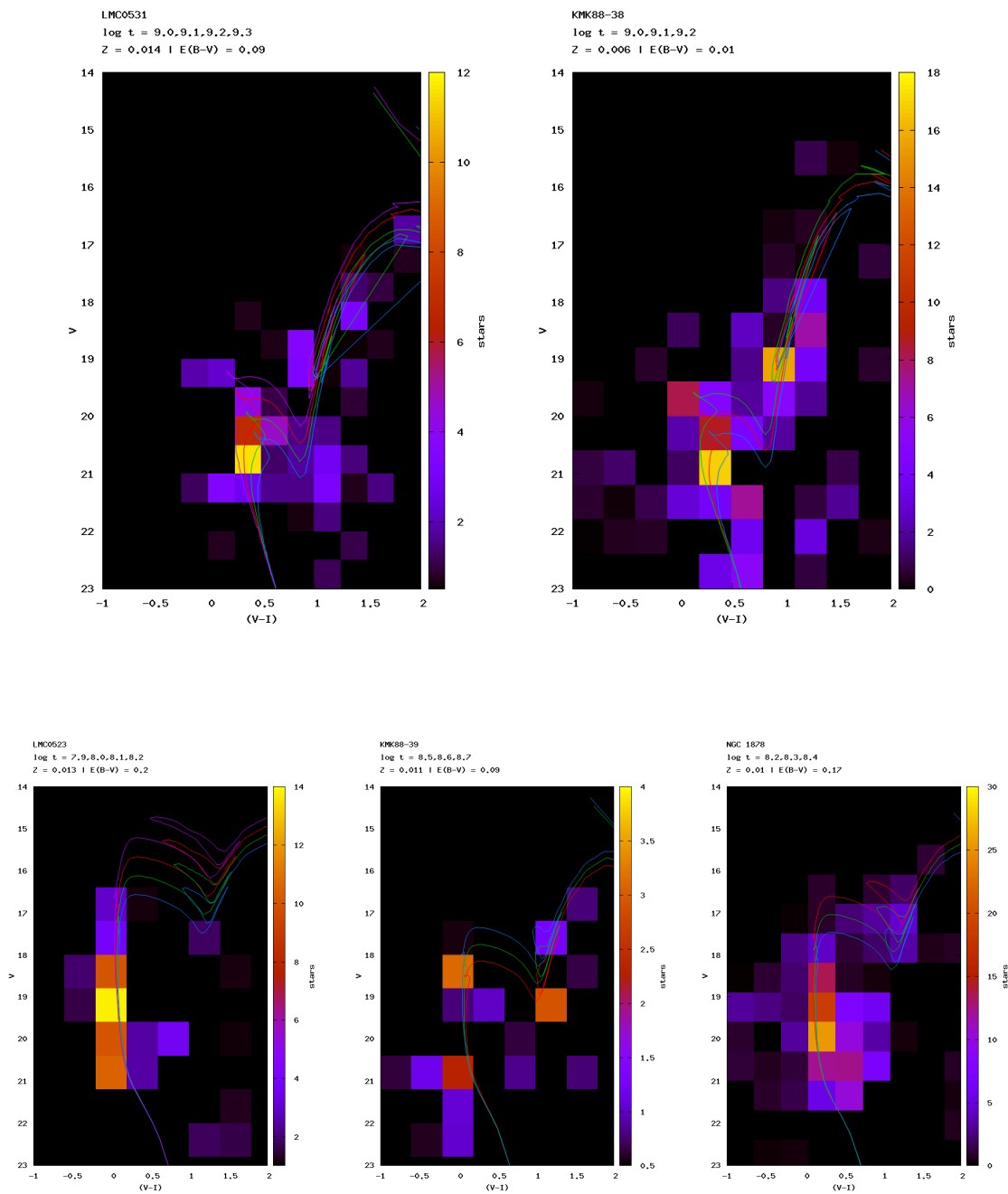


Figura 3.5: CMDs integrados após a aplicação do algoritmo de descontaminação. Nomes e parâmetros indicados nas figuras. A escala de cores foi ajustada para um maior contraste. Os modelos ajustados são de Girardi et al. (2002).

## 4 CONCLUSÕES

### 4.1 NGC6642

O aglomerado NGC6642 é um aglomerado velho com idade de 15.8 *Ganos* e  $[Fe/H] = -1.28$ . Sua idade não é consistente com os modelos cosmológicos atuais que atribuem uma idade para o Universo de  $\sim 13.8$  *Ganos*. Porém os modelos de evolução estelar não são confiáveis ao ponto de desmentir as previsões da cosmologia atual, levando a crer que NGC6642 é realmente muito velho, mas o valor da idade é uma previsão de um modelo com possíveis falhas fundamentais. Também pode haver degenerescência nas soluções de ajuste visual de isócronas devido a ser essa uma técnica muito simplificada. Para contornar este problema e estimar os erros do ajuste é necessário empregar uma técnica mais sofisticada, o que está em andamento.

A análise da estrutura de NGC6642 foi feita até os limites físicos da imagem, correspondente a uma distância de 6 *pc*. O raio do núcleo proveniente do ajuste do perfil de King ao RDP de NGC6642 nos leva a um valor de  $r_{core} = 9.85'' \pm 0.24$ . À distância do aglomerado,  $r_{core} = 0.39 \pm 0.02$  *pc*. Ao contrário de sugestões anteriores (Trager et al., 1995), ele não possui um núcleo colapsado. Esta análise conclusiva foi possível devido à altíssima capacidade resolutive do HST/ACS. Considerando a idade avançada do aglomerado NGC6642, ele pode ter um núcleo que já passou pelo processo de colapso e seu núcleo está se expandindo. Uma fase conhecida como pós-colapso.

O seu  $HB_{index}$ , juntamente com sua metalicidade, colocam-no como um aglomerado jovem do subsistema do Halo (van den Bergh, 1993). Porém a determinação de idade deste trabalho é claramente contraditória a esta classificação. Suas coordenadas Heliocêntricas mostram que sua localização é consistente com uma região interna do Halo e externa ao Bojo, ou seja, o aglomerado está em uma região de transição. Este fato indica que a caracterização de sistemas de aglomerados utilizando a morfologia do HB é deficiente e necessita de parâmetros auxiliares.

## 4.2 Aglomerados da LMC

Os aglomerados originais de nossa amostra, KMK88-38 e OGLE-LMC0531 são relativamente velhos, como esperado. Suas idades estão entre  $\sim 1 - 2$  *Ganos*. De maneira contrastante os aglomerados extras de nossos campos, KMK88-39, OGLE-LMC0523, OGLE-LMC0214 e NGC1878 são relativamente jovens. Esta conclusão é possível devido à conservação da seqüência principal superior e do ramo de gigantes frente a efeitos de saturação.

O algoritmo de subtração do campo desenvolvido se mostrou eficiente em todos os casos. O tratamento das estrelas como distribuições gaussianas sobre o espaço cor-magnitude consegue deixar o método imune a efeitos de borda e à necessidade de realizações aleatórias, como ocorre na contagem de estrelas como um número inteiro (Kerber et al., 2002).

Os aglomerados estudados não são membros da lacuna de idades, mesmo quando levamos em conta os erros máximos do ajuste. No entanto, a determinação das idades foi bem sucedida e as idades são limitadas à confiabilidade dos modelos.

## REFERÊNCIAS

- Allen, C., Moreno, E., Pichardo, B. (2006) *The Orbits of 48 Globular Clusters in a Milky Way-like Barred Galaxy*. ApJ, 652, 1150
- Ashman, K., Zepf, S. (1992). *The formation of globular clusters in merging and interacting galaxies*. ApJ, 384, 50
- Barbuy, B., Bica, E., Ortolani, S., Bonatto, C. (2006). *SOAR BVI photometry of the metal-poor bulge globular cluster NGC 6642*. A&A, 449, 1019
- Bica, E., Bonatto, C., Dutra, C. M., Santos, J. F. C. (2008). *A general catalogue of extended objects in the Magellanic System*. MNRAS, 389, 678
- Bica, E., Schmitt, R., Dutra, C. M.; Oliveira, H. L. (1999) *A Revised and Extended Catalog of Magellanic System Clusters, Associations, and Emission Nebulae. II. The Large Magellanic Cloud*. AJ, 117, 238
- Bica, E., Geisler, D., Dottori, H., Clariá, J. J., Piatti, A. E., Santos, J. F. C. (1998). *Ages and Metallicities of Star Clusters and Surrounding Fields in the Outer Disk of the Large Magellanic Cloud*. AJ, 116, 723
- Brodie, J. P., Larsen, S. S. (2002) *New Members of the Cluster Family in Nearby Lenticular Galaxies*. AJ, 124, 1410
- Cotê, P., Marzke, R., West, M. (1998) *The Formation of Giant Elliptical Galaxies and Their Globular Cluster Systems*. ApJ, 501, 554
- Girardi, L., Bertelli, G., Bressan, A., Chiosi, C., Groenewegen, M. A. T., Marigo, P., Salasnich, B., Weiss, A. (2002) *Theoretical isochrones in several photometric systems. I. Johnson-Cousins-Glass, HST/WFPC2, HST/NICMOS, Washington, and ESO Imaging Survey filter sets*. A&AS, 391, 195
- Harris W. E. (1996) *A Catalog of Parameters for Globular Clusters in the Milky Way*. AJ, 112, 1487
- Hunter, D. A., Elmegreen, B. G., Dupuy, T. J., Mortonson, M. (2003) *Cluster Mass Functions in the Large and Small Magellanic Clouds: Fading and Size-of-Sample Effects*. AJ, 126, 1836
- Kerber, L. O., Santiago, B. X., Castro, R., Valls-Gabaud, D. (2002) *Analysis of colour-magnitude diagrams of rich LMC clusters: NGC 1831*. A&A, 390, 121

- Kerber, L. O., Santiago, B. X., Brocato, E. (2007) *Physical parameters of 15 intermediate-age LMC clusters from modelling of HST colour-magnitude diagrams*. A&A, 462, 139
- King I. R. (1992) *The structure of star clusters. I. an empirical density law*. AJ, 67, 471
- Kontizas, E., Metaxa, M., Kontizas, M. (1988) *Small, faint clusters in the LMC*. AJ, 96, 1625
- Koposov, S., Belokurov, V., Evans, N. W., Hewett, P. C., Irwin, M. J., Gilmore, G., Zucker, D. B., Rix, H.-W., Fellhauer, M., Bell, E. F., Glushkova, E. V. (2008) *The Luminosity Function of the Milky Way Satellites*. ApJ, 686, 279
- Lee Y. -W., Demarque P., Zinn R. (1994) *The horizontal-branch stars in globular clusters. 2: The second parameter phenomenon*. ApJ, 423, 248
- Mackey, A. D., Wilkinson, M. I., Davies, M. B., Gilmore, G. F. (2008) *Black holes and core expansion in massive star clusters*. MNRAS, 386, 65
- Mackey A. D. & Gilmore G. F. (2004) *Comparing the properties of local globular cluster systems: implications for the formation of the Galactic halo*. MNRAS, 355, 504
- Minniti D. (1995) *Spectroscopy and IR photometry for giant stars in obscured globular clusters: NGC 6325, NGC 6401, NGC 6440, NGC 6517, NGC 6642, HP 1 and PAL 6*. A&A, 303, 468
- Peng, E. W., Côté, P., Jordán, A., Blakeslee, J. P.; Ferrarese, L., Mei, S., West, M. J., Merritt, D., Milosavljević, M., Tonry, John L. (2006) *The ACS Virgo Cluster Survey. XI. The Nature of Diffuse Star Clusters in Early-Type Galaxies*. ApJ, 639, 838
- Pietrzynski, G., Udalski, A., Kubiak, M., Szymanski, M., Wozniak, P., Zebrun, K. (1999) *The Optical Gravitational Lensing Experiment. Catalog of Star Clusters from the Large Magellanic Cloud*. AcA, 49, 521
- Piotto, G., King, I. R., Djorgovski, S. G., Sosin, C., Zoccali, M., Saviane, I., De Angeli, F., Riello, M., Recio-Blanco, A., Rich, R. M., Meylan, G., Renzini, A. (2002) *HST color-magnitude diagrams of 74 galactic globular clusters in the HST F439W and F555W bands*. A&A, 391, 945
- Sirianni, M., Jee, M. J., Benítez, N., Blakeslee, J. P., Martel, A. R., Meurer, G., Clampin, M., De Marchi, G., Ford, H. C., Gilliland, R., Hartig, G. F., Illingworth, G. D., Mack, J., McCann, W. J. (2005) *The Photometric Performance and Calibration of the Hubble Space Telescope Advanced Camera for Surveys*. PASP, 117, 1049



- 
- Shapley, H. (1939) *A Determination of the Distance to the Galactic Center*. PNAS, 25, 113
- Sharpee, B., Stark, M., Pritzl, B., Smith, H., Silbermann, N., Wilhelm, R., Walker, A. (2002) *BV Photometry of Variable Stars in the Northeast Arm of the Small Magellanic Cloud*. AJ, 123, 3216
- Stetson P. B. (1987) *DAOPHOT - A computer program for crowded-field stellar photometry*. PASP, 99, 191
- Trager S.C., King Ivan. R., Djorgovski S. (1995) *Catalogue of Galactic globular-cluster surface-brightness profiles*. AJ, 109, 218
- van den Bergh, S. (1993) *The proto-galaxy, globular clusters, and quasars*. ApJ, 411, 1
- Wilkinson, M. I., Hurley, J. R., Mackey, A. D., Gilmore, G. F., Tout, C. A. (2003) *Core radius evolution of star clusters*. MNRAS, 343, 1025
- Xin, Y., Deng, L., de Grijs, R., Mackey, A. D., Han, Z. (2008) *Simple stellar population models as probed by the Large Magellanic Cloud star cluster ESO 121-SC03*. MNRAS, 384, 410