

UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO GRANDE DO SUL
INSTITUTO DE FÍSICA

Análise de Diagramas Cor-Magnitude de 5 Aglomerados Ricos da LMC*

Leandro de Oliveira Kerber

Tese de doutorado realizada sob orientação
do Dr. Basílio X. Santiago e apresentada
ao Instituto de Física da UFRGS em preen-
chimento parcial dos requisitos para a ob-
tenção do título de Doutor em Física.

Porto Alegre

maio - 2004

* Trabalho financiado pelo CNPq

Aos meus pais, por sempre terem me permitido sonhar.

Aos meus irmãos, por tudo aquilo que nos une.

Agradecimentos

Mesmo sendo a pesquisa muitas vezes uma atividade individual, alegra-me saber que ao longo do caminho que trilhei durante estes anos de trabalho eu contava com a companhia de pessoas queridas. Tenho certeza que muitas delas são dotadas de uma rara percepção das coisas que as fazem saber que não é preciso palavras para expressar gratidão. Muito embora através das palavras, tabelas e gráficos que estão nas páginas seguintes desta tese seja possível avaliar o meu esforço em realizar um bom trabalho científico a cerca de modestas regiões do Universo, é impossível conhecer a fundo o que representa este Universo pra mim e qual é o meu universo, se é que existe alguma distinção sobre estes dois cosmos dentro de uma pessoa. De qualquer modo, mesmo que de maneira incompleta, não poderia abrir mão de expressar com palavras os meus mais sinceros agradecimentos às pessoas que fazem parte deste meu universo, preenchendo-o de forma inesquecível com suas próprias luzes. São amigos, colegas, funcionários, professores, familiares e em muitas vezes uma combinação entre eles. Para minha felicidade eles são muitos e únicos, o que torna esta tarefa árdua e deliciosa ao mesmo tempo. Entretanto, entre todos eles, agradeço de coração:

Ao Basílio, por tudo e principalmente por ter acreditado que a “roda viva” me levava às estrelas. Obrigado pelo exemplo como pesquisador, como professor e como extensionista. Em poucas pessoas eu vejo esta tríplice tarefa sendo realizada com tanta competência e dedicação. Tenho certeza que os frutos que colhes com isso recompensam teu trabalho e se confundem com ele. Não é à toa que te tornaste a pessoa que és.

Aos professores do IF, pelos ensinamentos. Em especial, obrigado: Horacio, por acreditar no meu trabalho; Charles, pelas discussões e por tornar-se meu fiador; Carlos Alberto dos Santos, pela iniciação científica.

Aos meus colegas e amigos de laboratório, que dividiram e ainda dividem comigo, além

da sala e do ar-condicionado, o entusiasmo com a pesquisa e a alegria de pensar e descobrir o Universo. Obrigado por isso e pelas infinitas discussões sobre futebol, política, etc. Foi muito bom saber que estava cercado por pessoas, mesmo nos seus defeitos e principalmente nas suas virtudes. Fazem parte desta turma as seguintes pessoas: Ângelo, Fausto, Jules, Sandro Rembold, Sandro Javiel, Charles, Bárbara, Bica, Daniela, Gustavo, ...

Aos colegas e amigos da M207, pela amizade e pelo ambiente de descontração, principalmente em dia após futebol e em época de eleição. Obrigado Henrique, Saulo, Omar, Antônio, Cacá, Heitor, Alberto e Luiz Portella.

Ao meu grande amigo Jules, por ser meu grande amigo e meu “co-irmão” desde muito tempo dentro deste trem. Obrigado por compartilhar comigo seu universo.

À minha mãe, Lia, pelo carinho e por todas as coisas que nos unem. Obrigado por me mostrar o caminho do estudo e por sempre ter batalhado por nós. Obrigado também pelos maravilhosos strogonofes e pelas deliciosas lasanhas...

Ao meu pai, Emílio, por ter sempre compartilhado coisas simples comigo, do jogo de botão aos patinhos na piscina. Obrigado pelo carinho e por me mostrar que a ponderação cresce com a maturidade.

Ao meu irmão, Emílio, pela amizade e por compartilhar sua vida comigo, ontem, hoje e sempre. Somos mais ligados do que às vezes nos damos conta, uma conclusão um pouco óbvia para irmãos separados por apenas 10 meses e 1/2 de existência.

À minha irmã, Aline, por ser a irmã mais linda do seu maninho. Obrigado pelo carinho e pelo orgulho que sentes de mim. Você sabe que a recíproca é verdadeira.

À minha família, por me apoiar e sentir orgulho de mim. Obrigado: vó Lia, por tornar a sua casa minha casa também; vô Mário, por reconhecer na família uma união indescritível; tia Lee, pelo carinho de mãe e pelo exemplo de dedicação ao estudo; vó Lorena, pelo exemplo de energia nos quase 80 anos; e a todos, tios, tias, primos e primas, pelas palavras de incentivo, mesmo nos poucos momentos de encontro.

À turma do futebol das quartas-feiras, por manter minha sanidade e minhas canelas sempre roxas.

Aos meus amigos e amigas, pelo prazer de suas companhias. Obrigado: Sandro Rembold, pela amizade e confiança, principalmente nas horas difíceis; Eduardo Laschuk, representante maior da turma dos “canalhas de bom coração”; Fausto, por ser a grande pessoa que és; Ângelo e Dani, pelo exemplo de amor; Éder e Volmir, pelos anos de companheirismo; Katemari, por acreditar na educação; Dirk, pelas coisas belas e sujas; Alessandra Bobsin, por me ver como seu amigo; Luana, por me fazer entender que nem tudo precisa de uma explicação; Joana, por suas convicções; Cibele, por me fazer entender o que não é amar. Reck, Renato, Itemar, Alemão, amigos de longa data, que mesmo no desencontro de alguma forma se fizeram presente.

Aos participantes do Alternativa Cidadã, que ao longo destes anos me fizeram acreditar que uma sociedade melhor é possível.

À Mariana, que é em si um universo que me encanta e me deixa vivo. Obrigado pelo carinho e aconchego, principalmente quando eu mais precisava.

Ao pessoal do Observatório Educativo Itinerante, pela nobre tarefa e pela oportunidade de fazer parte dela. Obrigado Horacio, Basílio e Sérgio, que são as pessoas que fazem o projeto andar de todas as formas. Parabéns pelo 5 anos de existência.

Aos funcionários do IF, em especial à Letícia, por tornar as regras da ABNT um pouco mais acessíveis, e ao Waldomiro, pelas cópias da tese e pelo excelente trabalho na reprografia.

À Cris e sua família, por todo carinho dado a mim ao longo de muitos anos. É inesquecível porque foi ao mesmo tempo único e também maravilhoso. É inabalável porque sempre foi verdadeiro.

Ao Sandro Caldeira e ao Rodrigo Castro, por dividirem comigo o entusiasmo e as angústias de se entender a Grande Nuvem de Magalhães.

Ao David Valls-Gabaud, pelo programa que gerava HRs e que agora gera CMDs.

Ao pcastro8, fiel e infalível companheiro, e ao CPADA, pelo processamento em paralelo.

Ao CNPq, pela bolsa concedida.

À sociedade brasileira, que tem a teimosia de ter fé na vida e esperança no futuro. Obrigado pelo privilégio. Não será em vão.

Resumo

Apresentamos a análise de diagramas cor-magnitude (CMDs) profundos para 5 aglomerados ricos da Grande Nuvem de Magalhães (LMC). Os dados fazem parte do projeto HST GO7307, intitulado “Formação e Evolução de Aglomerados Estelares Ricos da LMC”, e foram obtidos através do HST/WFPC2 nos filtros F555W ($\sim V$) e F814W ($\sim I$), alcançando $V_{555} \sim 25$. A amostra de aglomerados é composta por NGC 1805 e NGC 1818, os mais jovens ($\tau < 100$ Myr), NGC 1831 e NGC 1868, de idades intermediárias ($400 < \tau < 1000$ Myr), e Hodge 14, o mais velho ($\tau > 1200$ Myr). Discutimos e apresentamos um método de correção dos CMDs para incompletude da amostra e contaminação por estrelas de campo. O uso eficiente das informações contidas nos CMDs foi feito por meio de comparações entre os CMDs observados e CMDs modelados. O processo de modelamento de CMDs gera uma Sequência Principal (MS) sintética, que utiliza como entrada do modelo a informação sobre idade (τ), metalicidade (Z), Função de Massa do Presente (PDMF), fração de binárias não resolvidas, distância e extinção da luz. As incertezas fotométricas foram empiricamente determinadas a partir dos dados e incorporadas no modelamento. Técnicas estatísticas de comparação entre CMDs em 1D e 2D são apresentadas e aplicadas como métodos objetivos capazes de determinar a compatibilidade entre modelo e observação. Modelando os CMDs da região central dos aglomerados podemos inferir a metalicidade (Z), o módulo de distância intrínseco ($(V - M_V)_0$) e o avermelhamento ($E(B-V)$) para cada aglomerado. Também determinamos as idades para os 3 aglomerados mais velhos de nossa amostra. Através da comparação em 2D os valores encontrados foram os seguintes: para NGC 1805, $Z = 0.007 \pm 0.003$, $(V - M_V)_0 = 18.50 \pm 0.10$, $E(B - V) = 0.03 \pm 0.01$; para NGC 1818, $Z = 0.005 \pm 0.002$, $(V - M_V)_0 = 18.50 \pm 0.15$, $E(B - V) \sim 0.00$; para NGC 1831, $Z = 0.012 \pm 0.002$, $\log(\tau/yr) = 8.70 \pm 0.05$, $(V - M_V)_0 = 18.70 \pm 0.05$, $E(B - V) \sim 0.00$; para NGC 1868, $Z = 0.008 \pm 0.002$, $\log(\tau/yr) = 8.95 \pm 0.05$, $(V - M_V)_0 = 18.70 \pm 0.05$, $E(B - V) \sim 0.00$;

para Hodge 14, $Z = 0.008 \pm 0.004$, $\log(\tau/yr) = 9.23 \pm 0.10$, $(V - M_V)_0 = 18.50 \pm 0.15$, $E(B - V) = 0.02 \pm 0.02$. Estes valores estão de acordo, dentro das incertezas, com os valores obtidos através da análise de linhas fiduciais (1D), o que agrega confiabilidade a estas determinações. Através da análise de CMDs em regiões concêntricas determinamos a dependência espacial da inclinação da PDMF (α) nos aglomerados mais ricos. Para tanto empregamos duas abordagens distintas para a determinação de α : 1) método tradicional em 1D via conversão direta de V_{555} em massa; 2) método em 2D via modelamento de CMDs. Independente do método de análise, todos os aglomerados analisados demonstram claramente o efeito de segregação em massa. Além disso, NGC 1818, NGC 1831 e NGC 1868 apresentam uma possível perda seletiva de estrelas de baixa massa nas suas regiões mais externas.

Abstract

We present the analysis of deep colour-magnitude diagrams (CMDs) of five rich LMC clusters. The data are part of the HST GO7307 project, entitled “Formation and Evolution of Rich Star Clusters in the LMC”, and were obtained with HST/WFPC2 in the F555W ($\sim V$) e F814W ($\sim I$) filters, reaching $V_{555} \sim 25$. The sample of clusters is composed by NGC 1805 and NGC 1818, the youngest ones ($\tau < 100$ Myr), NGC 1831 and NGC 1868, the intermediate-age ones ($400 < \tau < 1000$ Myr), and Hodge 14, the oldest one ($\tau > 1200$ Myr). We discuss and apply a method of correcting the CMD for sampling incompleteness and field star contamination. Efficient use of the CMD data was made by means of direct comparisons of the observed to model CMDs. The CMD modelling process generates a synthetic Main Sequence (MS), where we introduce as model inputs the information about age, chemical composition, present day mass function (PDMF), fraction of unresolved binaries, distance and light extinction. The photometric uncertainties were empirically determined from the data and incorporated into the model as well. Statistical techniques of CMD comparisons in 1D and 2D are presented and applied as an objective method to assess the compatibility between model and data CMDs. By modelling the CMDs from the central region we infer the metallicity (Z), the intrinsic distance modulus ($(V - M_V)_0$) and the reddening value ($E(B-V)$) for each cluster. We also determined the age for the clusters with $\tau > 400$ Myr. By means of 2D comparisons we infer the following values: for NGC 1805, $Z = 0.007 \pm 0.003$, $(V - M_V)_0 = 18.50 \pm 0.10$, $E(B - V) = 0.03 \pm 0.01$; for NGC 1818, $Z = 0.005 \pm 0.002$, $(V - M_V)_0 = 18.50 \pm 0.15$, $E(B - V) \sim 0.00$; for NGC 1831, $Z = 0.012 \pm 0.002$, $\log(\tau/yr) = 8.70 \pm 0.05$, $(V - M_V)_0 = 18.70 \pm 0.05$, $E(B - V) \sim 0.00$; for NGC 1868, $Z = 0.008 \pm 0.002$, $\log(\tau/yr) = 8.95 \pm 0.05$, $(V - M_V)_0 = 18.70 \pm 0.05$, $E(B - V) \sim 0.00$; for Hodge 14, $Z = 0.008 \pm 0.004$, $\log(\tau/yr) = 9.23 \pm 0.10$, $(V - M_V)_0 = 18.50 \pm 0.15$, $E(B - V) = 0.02 \pm 0.02$. Taking into account the uncertainties, these values are

in accordance with the ones obtained applying the 1D analysis method, adding reliability to these determinations. By means of CMD modelling in concentric regions we infer the positional dependence of the PDMF slope (α) in the richest clusters. For this aim we applied two distinct approaches for the α determination: 1) the traditional 1D method of converting V_{555} into mass; 2) the 2D method based on CMD modelling. Independently of the method used, all analyzed clusters clearly show the effect of mass segregation. Furthermore, NGC 1818, NGC 1831 and NGC 1868 show a possible selective lost of low mass stars in their outermost regions.

Notação

Neste trabalho adotamos a notação norte-americana para a separação de casas decimais, na qual se utiliza um ponto para separar a parte inteira dos números. As seguintes siglas, grandezas e unidades são amplamente utilizadas ao longo do texto:

Siglas

LMC - Grande Nuvem de Magalhães (*Large Magellanic Cloud*)

SMC - Pequena Nuvem de Magalhães (*Small Magellanic Cloud*)

HST - *Hubble Space Telescope*

WFPC2 - *Wide Field and Planetary Camera 2*

WFC - *Wide Field Camera*

PC - *Planetary Camera*

CTE - *Charge Transfer Efficiency*

NICMOS - *Near Infrared Camera and Multi Object Spectrograph*

ON-cluster - Imagem (amostra de estrelas) na direção de cada aglomerado

OFF-cluster - Imagem (amostra de estrelas) na direção de campo de cada aglomerado

CEN - Imagem ON-cluster com PC centrada no centro de cada aglomerado

HALF - Imagem ON-cluster com PC centrada no raio à meia-luz de cada aglomerado

CMD - Diagrama cor-magnitude (*Colour Magnitude Diagram*)

MS - Sequência Principal (*Main Sequence*)

ponto de TO - ponto de saída da MS (*turn-off point*)

PDMF - Função de Massa do Presente (*Present Day Mass Function*)

IMF - Função de Massa Inicial (*Initial Mass Function*)

SFH - Histórico de Formação Estelar (*Star Formation History*)

Grandezas

Z - fração em massa correspondente a elementos mais pesados que o He

τ - idade

α - inclinação de uma Função de Massa

V_{555} - magnitude aparente na banda F555W

M_{555} - magnitude absoluta na banda F555W

I_{814} - magnitude aparente na banda F814W

M_{814} - magnitude absoluta na banda F814W

$(V_{555} - M_{555})_0 = (I_{814} - M_{814})_0 = (V - M_V)_0$ - módulo de distância intrínseco

R - distância projetada

R_{hl} - raio à meia-luz

R_{core} - raio do caroço

(α, δ) - coordenadas equatoriais (ascensão reta e declinação)

T_{eff} - temperatura efetiva

L_{bol} - luminosidade bolométrica

Unidades

yr - ano

Myr - 10^6 anos

Gyr - 10^9 anos

m_{\odot} - massa solar

pc - parsec

arcsec - segundo de arco

arcmin - minuto de arco

Índice

1. Introdução	1
2. Observações	9
2.1 Apresentação dos dados	9
2.2 Combinação entre as amostras na direção dos aglomerados	12
2.2.1 Cortes geométricos e fotométricos	13
2.2.2 Uniformização fotométrica	14
2.3 Os CMDs observados	20
2.4 Determinação empírica das incertezas fotométricas	26
2.5 Determinação dos ângulos sólidos	32
2.6 Efeitos de seleção	36
2.6.1 Incompleteza da amostra	37
2.6.2 Contaminação por estrelas de campo	48
3. Modelamento de CMDs	65
3.1 Modelos de Interior e Evolução Estelar	65
3.2 Algoritmo para modelamento	70
3.3 Grade de modelos para a amostra de aglomerados	75
4. Ferramentas de análise	87
4.1 Parâmetros globais	89
4.1.1 Ajuste visual de isócronas	89
4.1.2 Comparações entre linhas fiduciais	90

4.1.3	Comparações entre CMDs	94
4.2	Função de Massa	109
4.2.1	Análise em 1D	111
4.2.2	Análise em 2D (ou comparações entre CMDs)	113
5.	Resultados	119
5.1	Parâmetros globais	119
5.1.1	Comparações entre linhas fiduciais	121
5.1.2	Comparações entre CMDs	124
5.2	Função de Massa	143
6.	Conclusões	150
	Referências	154
A.	LMC Cluster Database: NGC 1805	165
B.	LMC Cluster Database: NGC 1818	169
C.	LMC Cluster Database: NGC 1831	176
D.	LMC Cluster Database: NGC 1868	184
E.	LMC Cluster Database: Hodge 14	190

Capítulo 1

Introdução

Uma das questões mais relevantes dentro da astrofísica tem sido compreender a formação e a evolução de sistemas estelares. Pela proximidade tornou-se natural que o conjunto de estrelas que formam a estrutura da Galáxia bem como seus aglomerados fossem o ponto de partida para investigações neste sentido, uma vez que estes sistemas estelares podem ter suas estrelas resolvidas individualmente. Em contrapartida, o estudo de galáxias distantes, onde não é possível resolver o conteúdo estelar diretamente, acaba ficando amarrado à compreensão de como um sistema estelar local se forma e evolui.

Neste aspecto, a possível universalidade da distribuição do número de estrelas de acordo com sua massa inicial - dado pela Função Inicial de Massa (*Initial Mass Function* - IMF) - ocupa um papel central nas discussões sobre sistemas estelares (Kroupa (2002) [55]). Por mais contrasenso que possa parecer, ainda **não** há uma evidência direta e decisiva que indique que as estrelas não se formam a partir de uma mesma IMF, mesmo considerando os mais diversos ambientes de formação estelar, onde se varia a metalicidade por um fator $\sim 10^3$ e a densidade por um fator $\sim 10^4$. Assumir ou não esta forma universal para a IMF traz conseqüências imediatas para as possíveis interpretações do conteúdo estelar de galáxias distantes (Kennicutt et al. (1998) [50], Bruzual (1999) [15]).

A determinação das propriedades físicas de um sistema estelar, independente da distância que se encontra de nós, passa necessariamente pela interpretação das informações trazidas pela luz das estrelas que o constituem. Um avanço decisivo para a correta interpretação destas informações foi realizado pela teoria de evolução e interiores estelares, cujo sucesso está

diretamente relacionado com a sua capacidade de prever a luminosidade bolométrica (L_{bol}) e a temperatura efetiva (T_{eff}) de uma estrela ao longo de sua vida. O plano que confronta os valores destas duas grandezas físicas chama-se diagrama H-R e permite desvendar de forma clara as diversas fases evolutivas que uma estrela atravessa desde o seu nascimento até a sua morte. Falando brevemente, estas fases estão associadas à maneira com que as reações nucleares ocorrem nos interiores estelares, sendo a evolução de uma estrela dependente de suas condições iniciais de massa e composição química.

Em termos observacionais, a L_{bol} e a T_{eff} das estrelas são acessadas através de medidas de magnitude (brilho) e cor, respectivamente. Através destas relações é possível sair então do plano teórico do diagrama H-R para a sua contrapartida observacional, o diagrama cor-magnitude (CMD). Abre-se assim a possibilidade de determinação das distribuições das estrelas quanto à idade, composição química e massa em um sistema estelar cujas estrelas possam ser resolvidas individualmente. No jargão da astrofísica, isso significa que através da análise de CMDs pode-se inferir, respectivamente, o histórico de formação estelar (*Star Formation History* - SFH), o histórico de enriquecimento químico e a própria IMF.

A construção de CMDs aliada a diversas técnicas de determinação de distância, como a paralaxe trigonométrica e espectroscópica, ajudaram simultaneamente a construir a própria teoria de evolução estelar e a determinar as propriedades das estrelas na vizinhança solar. Historicamente isso revelou, entre outras coisas, que era possível classificar as estrelas da Via-Láctea em diferentes grupos segundo suas propriedades físicas, dando origem ao termo população estelar empregado desde os tempos de Baade (1944) [3].

Dentro da investigação de sistemas estelares, os aglomerados de estrelas ocupam uma condição muito especial. Isso ocorre graças à uniformidade das propriedades físicas das estrelas dentro de cada um destes sistemas, uma vez que elas podem ser consideradas como formadas em um mesmo surto dentro de uma mesma nuvem de gás e poeira. Em outras palavras, pode-se considerar que um aglomerado é composto por estrelas de população única, caracterizada por uma idade e por uma composição química. Além disso, como estes sistemas têm as suas dimensões muito menores que a distância que nos separa deles, é uma

boa aproximação considerar que todas as suas estrelas estão a uma mesma distância de nós.

Sob o ponto de vista da diversidade de condições físicas, os aglomerados da Galáxia apresentam um sistema aproximadamente dicotômico, podendo ser separados em abertos ou globulares. Os primeiros são predominantemente jovens ($\tau \lesssim 1$ Gyr), tipicamente com metalicidade solar ($Z \sim Z_{\odot}$), pobres em estrelas ($N \lesssim 10^3$) e associados ao disco. Em oposição, os segundos são velhos ($\tau \gtrsim 10$ Gyr), com metalicidade subsolares ($Z \lesssim \frac{1}{3}Z_{\odot}$), ricos em estrelas ($N \gtrsim 10^4$) e com uma distribuição espacial compatível com o halo e bojo estelares. Uma exceção a esta dicotomia são os aglomerados do bojo galáctico, onde há casos de aglomerados globulares com metalicidades acima da solar (Pulone et al. (2003) [71]), porém eles são em pequeno número.

Se por um lado esta falta de diversidade permite o estudo de diversos sistemas estelares em condições físicas semelhantes, por outro restringe a compreensão dos processos de formação e evolução de tais sistemas a situações muito específicas. Para preencher esta lacuna entram em cena os aglomerados estelares ricos da Grande e Pequena Nuvem de Magalhães (*Large Magellanic Cloud* - LMC - e *Small Magellanic Cloud* - SMC -, respectivamente), galáxias vizinhas à Via-Láctea. De uma maneira geral, estes aglomerados apresentam características físicas marcadamente distintas entre si e quando comparados aos aglomerados da Via-Láctea (Westerlund (1990) [84]). Apesar de respeitarem aproximadamente uma relação entre idade-metalicidade, não possuem metalicidades acima da solar, e no caso da LMC, possuem uma falta de sistemas com idades entre ~ 4 Gyr e ~ 10 Gyr (Olszewski et al. (1991) [68]), apresentam combinações entre estes dois parâmetros não observadas em nenhum aglomerado da Galáxia com elevado número de estrelas. São portanto excelentes laboratórios para a investigação de processos de formação e evolução de sistemas estelares em geral, abrindo potencialmente a possibilidade para testes decisivos à respeito da universalidade da IMF.

Entretanto, cabe ressaltar que em um aglomerado a evolução estelar e especialmente os efeitos dinâmicos impedem que se tenha acesso direto às condições iniciais destes sistemas. Destaque para a segregação em massa, observada recentemente mesmo em aglomerados

jovens (Hillenbrand & Hartmann (1998) [38], Kroupa et al. (2001) [54], Brandl, Chernoff & Moffat (2002) [13], Santiago et al. (2001) [77], de Grijs et al. (2002ab) [24] [25]), onde o tempo de vida destes sistemas é menor que o tempo de relaxação no raio à meia-massa (t_{rh}). Este efeito dinâmico causado pela equipartição de energia faz com que as estrelas mais massivas colapsem para o centro enquanto que as menos massivas são jogadas para a periferia. As consequências para a função de massa observada, chamada de Função de Massa no Presente (*Present Day Mass Function* - PDMF) são inevitáveis, causando-lhe uma dependência posicional no sistema.

Dessa forma, as determinações das condições físicas atuais de um sistema podem servir de vínculos no presente para simulações de N-corpos (Goodwin (1997) [35], Vesperini & Heggie (1997) [83], Kroupa et al. (2001) [54]). Isso fornece uma peça importante para separar o que seria uma segregação em massa **dinâmica** de uma possível segregação **primordial**, que caso fosse confirmada corroboraria com a hipótese de uma IMF dependente das condições físicas de um sistema.

Tendo em vista este cenário para investigações, a análise do CMD de um aglomerado constitui-se em uma ferramenta indispensável para estudá-lo, uma vez que a distribuição das estrelas deste sistema no plano cor-magnitude revela suas condições físicas atuais. Em especial, uma análise de CMDs em diferentes regiões espaciais do aglomerado pode revelar a segregação em massa.

Do lado observacional um grande impulso foi dado pelo advento do telescópio espacial Hubble (*Hubble Space Telescope* - HST) a partir de meados da década de 90. Longe da influência da atmosfera terrestre, os instrumentos deste telescópio revelaram detalhes de aglomerados até então nunca vistos: na Galáxia foi possível detectar estrelas com massas próximo ao limite para a queima do H ($m \sim 0.08 m_{\odot}$) assim como resolver as estrelas nas regiões mais centrais dos globulares (Cool et al. (1996) [23]). Nas Nuvens de Magalhães pela primeira vez pode-se observar em detalhe estrelas em aglomerados velhos ($\tau \sim 10$ Gyr) ainda na fase onde elas convertem H em He no seu núcleo, conhecida como Sequência Principal (*Main Sequence* - MS) (Mighell et al. (1996) [65]).

Para dar conta destes avanços observacionais, métodos de análises de CMDs de aglomerados, compatíveis com a qualidade e quantidade sempre crescente dos dados, são cada vez mais possíveis e exigidos. Buscando atingir estes objetivos, é recomendável que tais métodos aliam necessariamente as seguintes características:

- do ponto de vista teórico, modelos estelares evolutivos de última geração;
- do ponto de vista de efeitos de seleção, ferramentas de correção para a incompleteza da amostra e para a contaminação por estrelas de campo que busquem recuperar a forma do CMD representativo apenas das estrelas do aglomerado.
- do ponto de vista de modelamento, algoritmos de geração de CMDs artificiais que busquem reproduzir efeitos das incertezas fotométricas e do binarismo não resolvido;
- do ponto de vista estatístico, critérios objetivos que levem em conta toda a informação no plano do CMD, ou seja, que apliquem estatísticas de comparação entre distribuições de pontos em um plano.

Métodos semelhantes, que aliam modelos de CMDs a técnicas estatística de comparação, têm sido aplicados para investigar a SFH da Via-Láctea e de suas galáxias vizinhas (Gallart et al. (1996) [30], Gallart et al. (1999) [31], Hernandez et al. (1999) [36], Hernandez et al. (2000) [37], Javiel et al. (2004) [46]), para a determinação da IMF de aglomerados (Lastennet & Valls-Gabaud (1999) [56]) ou ainda para estabelecer vínculos à estrutura da própria Galáxia (Kerber et al. (2001) [51]).

Levando em conta este cenário, o presente trabalho configura-se em uma tentativa de desenvolver métodos de uso eficiente das informações contidas no plano de um CMD de um aglomerado, mais especificamente na sua MS. Estes métodos são testados por meio de experimentos controlados e aplicados a uma amostra de 5 aglomerados ricos da LMC com CMDs construídos a partir de dados obtidos pela *Wide Field and Planetary Camera 2* (WFPC2) do HST.

Antes de discutirmos brevemente esta amostra observada de aglomerados, convém ressaltar que existe, além da análise de CMDs, uma série de técnicas observacionais capazes de determinar as condições físicas de um aglomerado. Entre elas destacam-se: a espectroscopia individual de estrelas (Olszewski et al. (1991) [68], Meliani et al. (1994) [63]), e as espectroscopia e cores integradas (Bonatto et al. (1995) [12], Bica et al. (1990) [9], Girardi et al. (1993) [33]), entre outras. Apesar de cada uma delas apresentar vantagens sob o ponto de vista da determinação de certos parâmetros físicos (por exemplo, a determinação de Z através da espectroscopia individual de estrelas), nenhuma delas substitui o CMD quanto à quantidade e à diversidade de informações que estão contidas simultaneamente nele. Além disso, são todas dependentes também da teoria de evolução estelar e, em alguns casos, atreladas às hipóteses iniciais sobre a distribuição em massa das estrelas (como é o caso da fotometria e espectroscopia integradas). São portanto técnicas que podem ser consideradas complementares à análise de CMDs no estudo de população estelares.

Os dados da amostra de aglomerados analisada fazem parte do projeto GO7307, intitulado “Formação e Evolução de Aglomerados Estelares Ricos da LMC”, (*“Formation and Evolution of Rich Star Clusters in the LMC”*) (Beaulieu et al. (1999) [6], Beaulieu et al. (2001) [7]) e foram obtidos através do HST/WFPC2 nos filtros F555W ($\sim V$) e F814W ($\sim I$), alcançando $V_{555} \sim 25$. A amostra de aglomerados é composta por NGC 1805 e NGC 1818, os mais jovens ($\tau < 100$ Myr), NGC 1831 e NGC 1868, de idades intermediárias ($400 \lesssim \tau \lesssim 1000$ Myr), e Hodge 14, o mais velho ($\tau \gtrsim 1200$ Myr).

Na tabela 1.1 encontram-se listadas para cada aglomerado as coordenadas equatoriais (α e δ) para época 2000.0, o Raio à meia-luz (R_{hl}) e a distância ao centro da LMC.

A figura 1.1 apresenta a disposição dos aglomerados no céu, onde é possível localizar o centro óptico da LMC (de Vaucoulers et al. (1976) [27]) assim como a posição de 30 Dor (Hog et al. (2000) [41]).

No Cap. 2 apresentamos em detalhe os dados, os procedimentos utilizados para uniformizar a fotometria e os métodos desenvolvidos e aplicados tanto para correção para a incompletude da amostra quanto para a subtração de estrelas de campo. O algoritmo usado

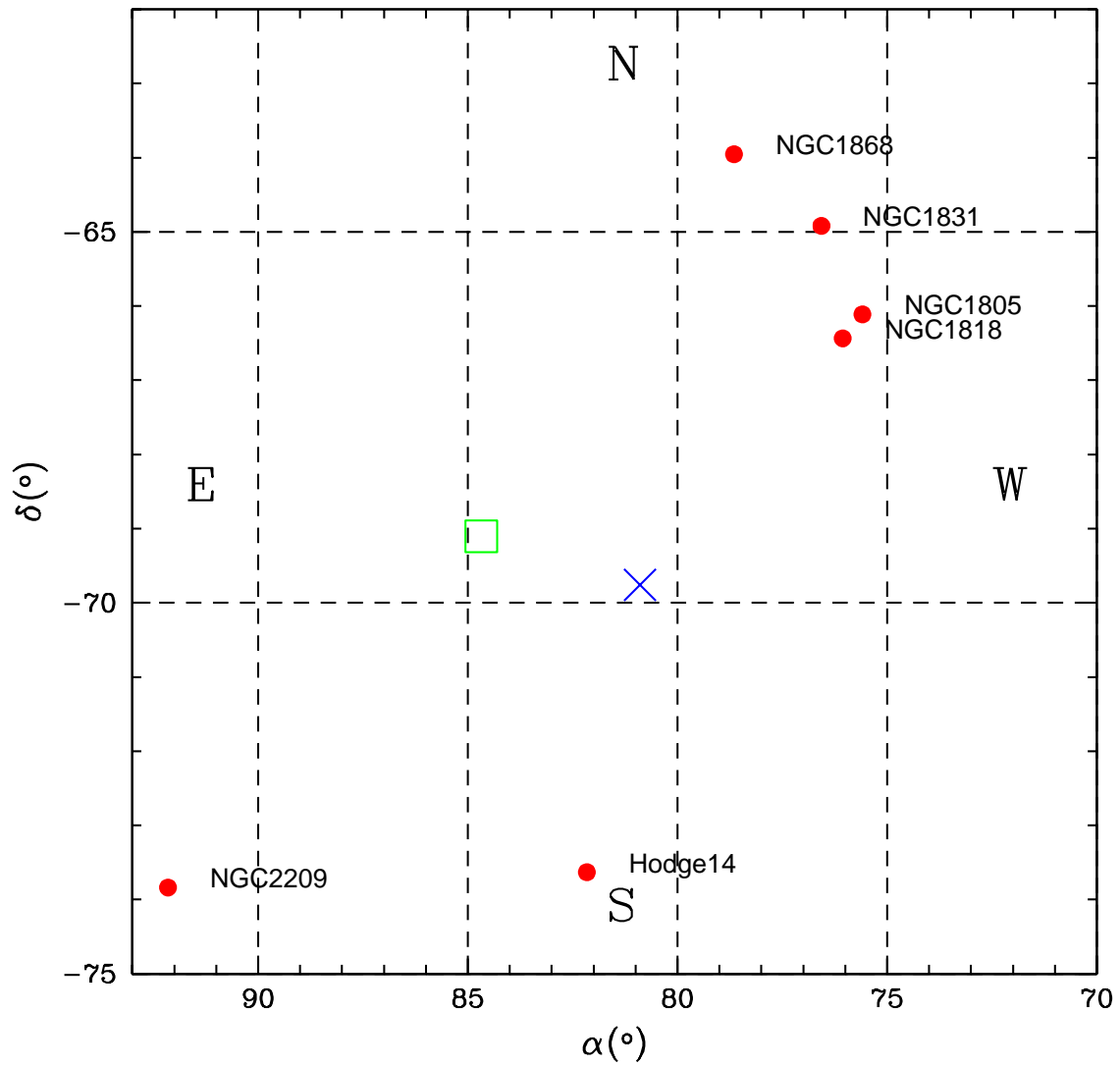


Fig. 1.1: Posição dos aglomerados (círculos) em relação ao centro da LMC (cruz). A posição de 30 Dor também é apresentada (quadrado).

Aglomerado	α	δ	ρ_0 (estrelas/arcsec ²)	R_{hl} (arcsec) ^a	R_{core} (arcsec) ^b	θ_{LMC} (°) ^a
NGC1805	05:02:21.7	-66:06:43.1	1.88	7.2	5.5	4.1
NGC1818	05:04:14.1	-66:26:05.6	2.25	10.4	10.1	3.8
NGC1831	05:06:16.5	-64:54:55.6	3.06	14.4	18.3	5.1
NGC1868	05:14:36.1	-63:57:16.5	3.38	7.2	6.7	5.9
Hodge 14	05:28:37.9	-73:37:50.2	0.75	11.6	7.4	3.9

Referências: (a) Santiago et al. (2001) [77]; (b) Mackey & Gilmore (2003) [59].

Tab. 1.1: Posição e tamanho dos aglomerados no céu. A coluna (1) indica a identificação do aglomerado e as colunas (2) e (3) indicam as coordenadas equatoriais (α e δ) do seu centro para época 2000.0. As colunas (4) e (5) mostram, respectivamente, a densidade central de estrelas e o raio à meia-luz (R_{hl}) do aglomerado, enquanto que o raio do caroço (R_{core}) é mostrado na coluna (6). Por fim, a última coluna informa a distância angular ao centro do LMC (θ_{LMC}).

para o modelamento de CMDs é apresentado no Cap. 3 bem como a grade de modelos usada para investigar a amostra de aglomerados. As ferramentas de análise dos dados são mostradas e testadas através de experimentos controlados no Cap. 4. Os resultados da análise da nossa amostra de aglomerados são apresentados no Cap. 5 assim como uma discussão sobre eles. Por fim, o Cap. 6 faz um sumário de todo o trabalho e indica perspectivas futuras.

Capítulo 2

Observações

2.1 Apresentação dos dados

Dispomos de dados para 5 aglomerados ricos da Grande Nuvem de Magalhães (*Large Magellanic Cloud* - LMC) obtidos com a *Wide Field and Planetary Camera 2* (WFPC2) do *Hubble Space Telescope* (HST). Estes dados fazem parte do projeto GO7307 intitulado Formação e Evolução de Aglomerados Ricos na LMC (*“Formation and Evolution of Rich Star Clusters in the LMC”*) (Beaulieu et al. (1999) [6], Beaulieu et al. (2001) [7], Santiago et al. (2001) [77], Johnson et al. (2001) [49]) e são compostos de imagens na direção dos aglomerados e de campos próximos nas bandas F555W ($\sim V$) e F814W ($\sim I$). A redução das imagens na direção dos aglomerados, bem como a análise das suas funções de luminosidade (LFs), foi realizada por Santiago et al. (2001) [77]. Em relação às imagens dos campos, posicionadas a 7.3 arcmin da direção do centro dos aglomerados, este mesmo trabalho foi feito por Castro et al. (2001) [20].

O processamento das imagens foi realizado com o pacote IRAF/DAOPHOT seguindo o procedimento padrão para a WFPC2 indicado pelo STSDAS (*Space Telescope Science Data Analysis System*). Este processamento incluiu detecção e seleção da amostra, fotometria por abertura e calibração fotométrica, com ajustes para ponto zero na escala de magnitude, correção por abertura e CTE (*Charge Transfer Efficiency*). O detalhamento destes procedimentos escapam da proposta do presente trabalho e podem ser encontrados nas referências acima citadas. Entretanto, algumas informações julgadas pertinentes sobre os alvos, as

imagens e a compatibilização das amostras são apresentadas a seguir.

Por uma questão de simplificação, denominaremos as imagens na direção dos aglomerados de “ON-cluster” e na direção de campos próximos de “OFF-cluster”. Por consequência o mesmo vale para o conjunto de estrelas delas proveniente.

A amostra ON-cluster de cada aglomerado foi composta por estrelas obtidas de duas imagens independentes denominadas CEN e HALF. A primeira imagem conteve a *Planetary Camera* (PC) centrada no centro do aglomerado e a segunda no seu raio à meia-luz. A figura 2.1 mostra um exemplo do arranjo formado pelas imagens CEN e HALF. De uma maneira objetiva, este arranjo permitiu:

- uma imagem do centro dos sistemas estelares com a máxima resolução possível para WFPC2 (0.046 arcsec);
- aumentar a amostra de estrelas por cobrir um maior ângulo sólido no céu capaz de abranger regiões desde o centro até a periferia de cada aglomerado;
- a obtenção de medidas independentes para um conjunto de estrelas na região de intersecção entre o CEN e HALF, possibilitando a determinação empírica dos erros fotométricos.

Como a amostra ON-cluster sofre com a contaminação por estrelas de campo da LMC, a obtenção de uma amostra de controle, localmente representativa deste campo, tornou-se imprescindível para a análise das propriedades dos aglomerados. Dessa forma, tendo em mãos as amostras OFF-cluster, podemos proceder de uma maneira confiável com a subtração de estrelas de campo das amostras ON-cluster, tendo finalmente um conjunto de estrelas estatisticamente representativo *apenas* dos sistemas a serem investigados (Sec. 2.6.2).

Para este fim utilizamos uma imagem OFF-cluster para cada aglomerado. Estas imagens, que serviram para análise do histórico de formação estelar (*Star Formation History* - SFH) da LMC (Castro et al. (2001) [20] e Javiel et al. (2004) [46]), possuem tempos de exposição ligeiramente superiores aos das imagens CEN e foram tomadas em paralelo

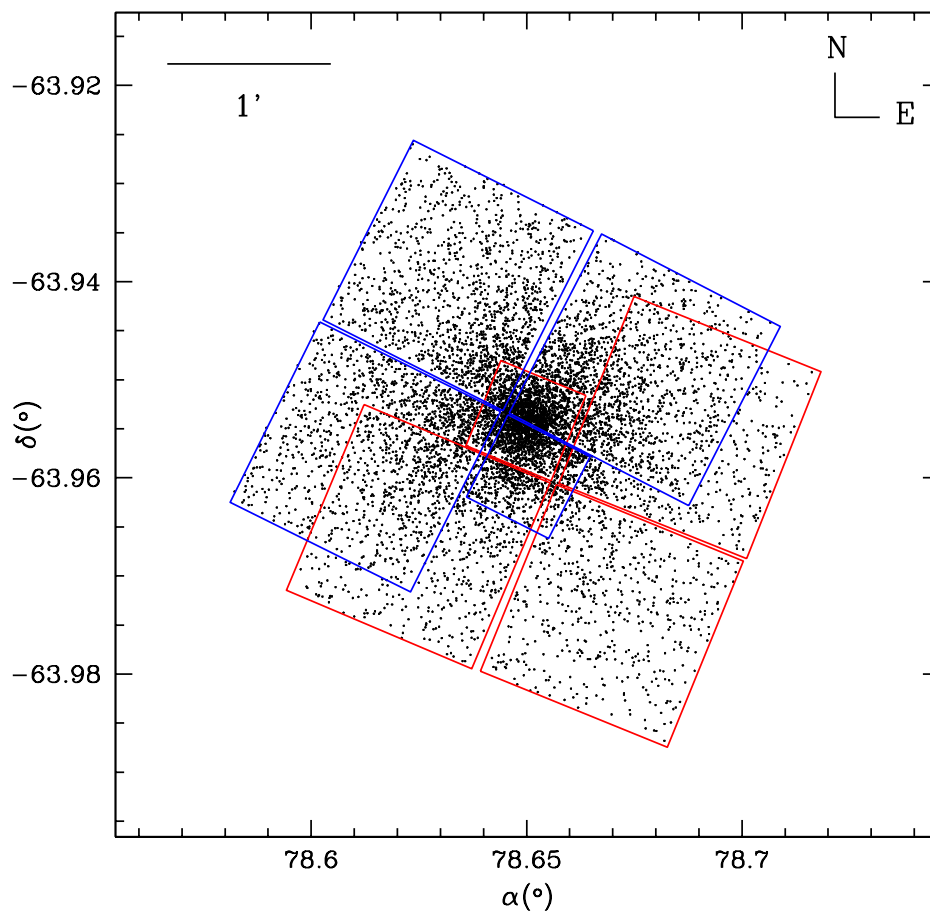


Fig. 2.1: Composição das imagens CEN e HALF no plano do céu para NGC 1868, onde os pontos indicam as posições das estrelas observadas. A imagem CEN é aquela com o centro da PC (menor chip) centrado no centro do aglomerado (maior concentração de estrelas).

quando os aglomerados estavam sendo observados pelo *Near Infrared Camera and Multi Object Spectrograph* (NICMOS) (cujos dados não foram objeto de estudo do presente trabalho). Isso garante uma amostra de estrelas de campo com duas características impescidíveis em relação à amostra na direção dos aglomerados:

- são fotometricamente compatíveis;
- são direcionalmente próximas para representar um campo local sendo também su-

ficientemente distantes para não estarem fortemente contaminadas por estrelas dos próprios aglomerados (Castro et al. (2001) [20], de Grijs et al. (2002a) [24]) .

Na tabela 2.1 são apresentadas as características gerais sobre as imagens. As estimativas para as magnitudes de saturação foram baseadas simplesmente na fotometria. Em relação à detecção, os valores apresentados são as magnitudes típicas onde a completeza cai a menos de 50 % (Sec. 2.6.1). Ambos valores apresentados foram escolhidos de forma conservadora, garantindo que a fotometria das estrelas dentro dos intervalos permitidos pela saturação e detecção não sofra com estes efeitos.

Recentemente Javiel et al. (2004) [46], estudando o histórico de formação do disco da LMC, fizeram uso de outras imagens de campo associadas ao mesmo conjunto de aglomerados do nosso trabalho. Estas imagens, que possuem um maior tempo de exposição que as de Castro et al. (2001) [20], têm o inconveniente de estarem saturadas em $V_{555} < 19.5$, impossibilitando a subtração do campo da amostra ON-cluster dentro de $18.0 \leq V_{555} \leq 19.5$. Além disso, uma amostra tão profunda ($V_{555} \gtrsim 25.0$) é desnecessária, pois a profundidade atingida pelas imagens ON-cluster é de $V_{555} = 24.0$ e já é satisfatoriamente coberta pelas imagens de Castro et al (2001) [20]. Dessa forma, deixamos de fora do nosso trabalho a amostra de Javiel et al. (2004) [46] por acreditar que ela não traria melhores resultados para subtração de campo que compensassem o trabalho de compatibilizá-la com a amostra de Castro et al (2001) [20].

2.2 Combinação entre as amostras na direção dos aglomerados

A combinação entre as amostras CEN e HALF, realizada com o objetivo de compor a amostra final na direção dos aglomerados, foi feita através das seguintes etapas:

- cortes geométricos e fotométricos;
- uniformização fotométrica.

Imagem	N_I	N_V	$t_I(s)$	$t_V(s)$	I_{sat}	V_{sat}	I_{det}	V_{det}
ON/CEN	3	3	900	420	17.0	18.0	22.5	23.0
ON/HALF	3	3	2500	2500	18.5	19.5	23.5	24.0
OFF	2	2	800	1200	17.5	18.5	24.0	24.5

Tab. 2.1: Características gerais das imagens de cada aglomerado (ON/CEN e ON/HALF) e na direção de campos próximos (OFF). O número de exposições para as bandas F814W ($\sim I$) e F555W ($\sim V$) são mostrados nas colunas (2) e (3). As colunas (4) e (5) mostram o tempo total de exposição para as mesmas bandas. Estão também indicadas, para ambas as bandas, as magnitudes de saturação (colunas 6 e 7) e de detecção (colunas 8 e 9).

2.2.1 Cortes geométricos e fotométricos

Utilizando-se critérios geométricos selecionamos sequencialmente as estrelas pertencentes à (às):

- PC da imagem CEN (garantindo que a região central do aglomerado tivesse a maior resolução espacial possível);
- WFPC2 da imagem HALF, com exceção daquelas imageadas na região já coberta pela PC da imagem CEN (priorizando a imagem mais profunda fora da região central do aglomerado);
- WFCs do CEN que não foram imageadas pelo HALF (procurando não desperdiçar informação).

Em termos fotométricos, selecionamos as estrelas com magnitudes que respeitem os limites impostos pela saturação em cada filtro e em cada imagem, como indicados pela tabela 2.1.

2.2.2 Uniformização fotométrica

Com o objetivo de uniformizar ao máximo a fotometria entre as diferentes *imagens* (CEN e HALF) e os diferentes *chips* (WFCs e PC), buscamos quantificar possíveis diferenças sistemáticas na fotometria da WFPC2.

Tais diferenças têm sido relatadas na literatura por diversos autores. Johnson et al. (2001) [49] mediram, para o mesmo conjunto de dados do presente trabalho, um efeito que vai de 0.01 a 0.06 magnitude devido a diferenças no tempo de exposição. de Grijs et al. (2002b) [25] encontraram novamente tendências similares nos mesmos dados, porém com uma amplitude levemente maior. Previamente Casertano & Muchtler (1998) [19] já haviam encontrado um efeito devido ao tempo de exposição, entretanto no sentido oposto ao que foi encontrado por Johnson et al. (2001) [49]. Em relação a efeitos sistemáticos devido à diferença nos *chips*, Johnson et al. (1999) [48] relataram que mediram desvios em cores da ordem de 0.04, creditando-os a possíveis erros no CTE, correções por abertura ou mesmo pontos zero da fotometria. Mais recentemente, Javiel et al. (2004) [46] mostraram variações sistemáticas entre cores obtidas pelas PCs e WFCs. Este relatos nos mostram que a fotometria da WFPC2 está sujeita a pequenas variações que não necessariamente seguem uma mesma tendência, o que sugere que elas ainda não são bem compreendidas. Claramente uma dificuldade para conseguir entender a causa de tais variações é a própria não uniformidade na redução dos dados, já que diferentes autores obtêm diferentes valores para correção.

Independente das causas das variações fotométricas encontradas na WFPC2 discutidas acima, partimos para a comparação e uma posterior uniformização fotométrica dentro dos nossos dados. Para tanto escolhemos como referência a fotometria realizada nas WFCs do HALF. Esta escolha se deu graças ao maior tempo de exposição do HALF, a uniformidade entre os *chips* da WFC e por que os mesmos cobriram regiões de menor densidade de estrelas. Assim, em um primeiro momento levamos a fotometria das WFCs/CEN para a das WFCs/HALF e em um segundo momento a fotometria das PCs para a das WFCs. O método utilizado para esta uniformização é explicado abaixo.

WFCs/CEN para WFCs/HALF

Para verificar as diferenças fotométricas entre as imagens WFCs/CEN e WFCs/HALF confrontamos medidas (para ambos os filtros) para o conjunto de estrelas imageadas independentemente por elas. Tal conjunto, escolhido por ocorrer em regiões de baixa densidade de estrelas e por envolver um mesmo tipo de *chip*, foi de suma importância para a determinação empírica dos erros fotométricos (Sec. 2.4). A figura 2.2 mostra um exemplo típico desta comparação nas duas bandas, sendo possível perceber uma leve discrepância entre as fotometrias das diferentes imagens. Para “calibrar” a fotometria das WFCs/CEN com a da WFCs/HALF, ajustamos a relação $m_{HALF} - m_{CEN} = Am_{CEN} + B$ (cujos coeficientes angular (A) e linear (B) são apresentados na tabela 2.2) dentro dos limites de detecção e saturação para as duas bandas. Após este ajuste efetuamos a transformação:

$$m_{CEN,calibrada} = m_{CEN} + (m_{HALF} - m_{CEN}) = m_{CEN}(1 + A) + B \quad (2.1)$$

onde m_{CEN} e m_{HALF} significam magnitude aparente nas imagens CEN e HALF, respectivamente.

PCs para WFCs

As possíveis comparações entre medidas independentes entre estes chips são:

- PC/CEN vs. WFCs/HALF, porém a alta concentração de estrelas não permite que a fotometria da última imagem seja confiável;
- PC/HALF vs. WFCs/CEN, entretanto tais encontros de chips não ocorrem para todos os aglomerados e, quando eles se dão, o número de estrelas é relativamente baixo.

Com isso, estas comparações não puderam ser feitas de uma maneira confiável. Como método alternativo resolvemos comparar as linhas fiduciais da Sequência Principal (*Main Sequence* - MS) do diagrama cor-magnitude (*Colour-Magnitude Diagram* - CMD) para cada tipo de chip/imagem. As linhas fiduciais são definidas a partir da posição mediana na distribuição em cor para cada intervalo em magnitude ao longo da MS. Um exemplo típico

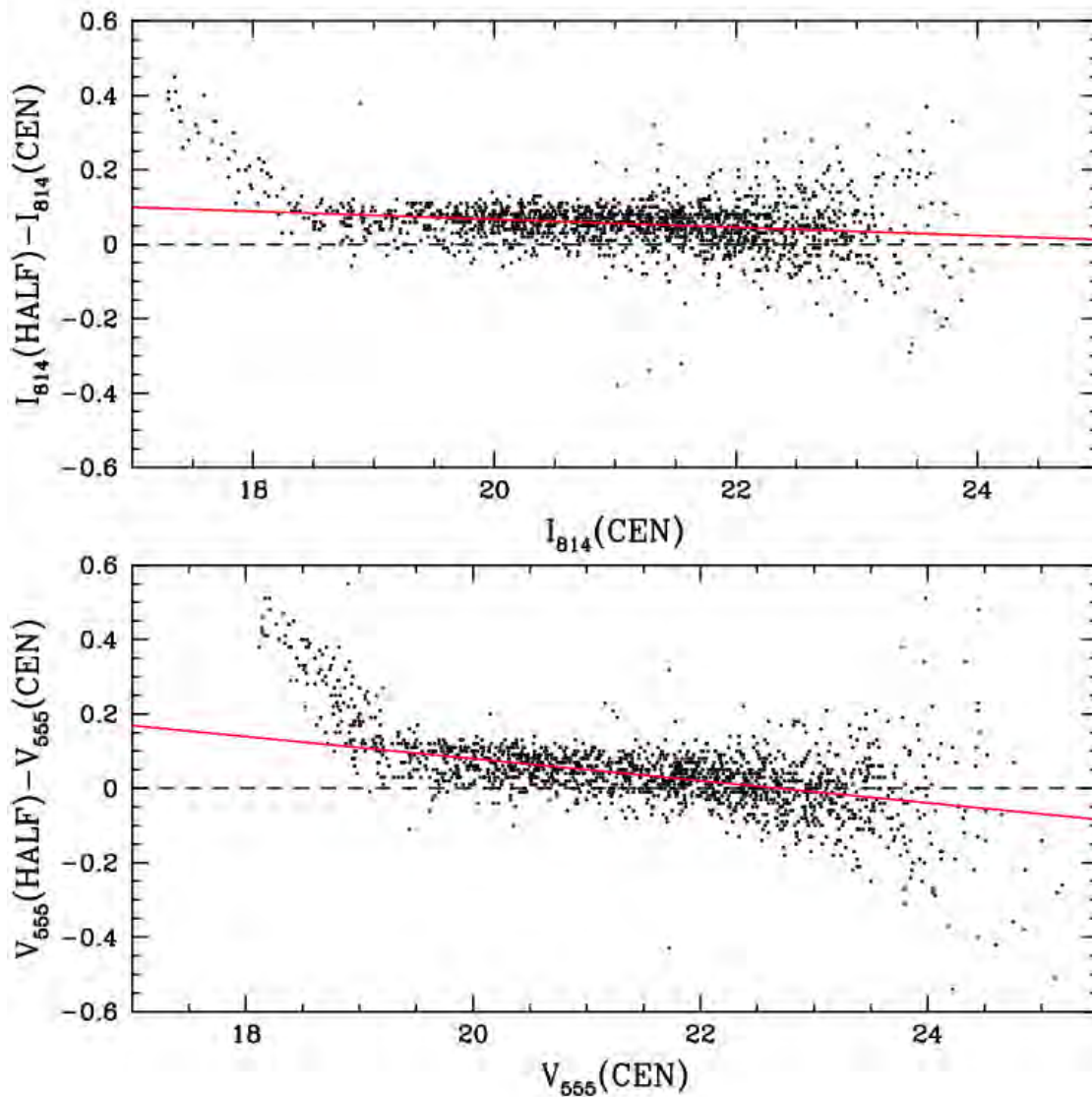


Fig. 2.2: Comparação entre as fotometrias WFCs/CEN e WFCs/HALF para NGC 1831. O painel superior (inferior) mostra esta comparação para a banda F814W (F555W). A linha sólida indica o ajuste linear $m_{\text{HALF}} - m_{\text{CEN}} = A m_{\text{CEN}} + B$, onde m significa magnitude aparente observada. Os coeficientes destes ajustes estão listados na tabela 2.2.

Aglomerado	banda	A	B
NGC 1805	F814W	0.0172	-0.313
NGC 1805	F555W	-0.0025	0.035
NGC 1818	F814W	-0.0186	0.539
NGC 1818	F555W	-0.0118	0.363
NGC 1831	F814W	-0.0108	0.283
NGC 1831	F555W	-0.0297	0.674
NGC 1868	F814W	0.0083	-0.193
NGC 1868	F555W	0.0266	-0.615
Hodge 14	F814W	-0.0088	0.177
Hodge 14	F555W	-0.0140	0.266

Tab. 2.2: Uniformização fotométrica entre as amostras WFCs/CEN e WFCs/HALF. A coluna (1) identifica o aglomerado e a coluna (2) a banda fotométrica. Os coeficientes “A” e “B” da relação $m_{HALF} - m_{CEN} = A m_{CEN} + B$ são apresentados nas colunas (3) e (4), respectivamente.

de comparações de linhas fiduciais é mostrado no painel (a) da figura 2.3 e o resultado da correção é mostrado na mesma figura no seu painel (b). Podemos ver que existe uma concordância entre as linhas fiduciais das WFCs do CEN e do HALF, como seria de se esperar devido ao método de uniformização entre estes chips/imagens exposto anteriormente. Por outro lado, para uma mesma imagem, as linhas fiduciais das PCs são sistematicamente mais azuis que as das WFCs por tipicamente 0.05 magnitudes.

Os valores encontrados para a média das diferenças em cor ($\delta(V-I) = (V_{555} - I_{814})_{WFCs} - (V_{555} - I_{814})_{PC}$) ao longo da MS para cada aglomerado são apresentados na tabela 2.3. Com estes valores uniformizamos a fotometria para os diferentes tipos de *chips*, “calibrando” as cores obtidas nas PCs através da transformação

$$(V_{555} - I_{814})_{PC,calibrada} = (V_{555} - I_{814})_{PC} + \langle \delta(V - I) \rangle \quad (2.2)$$

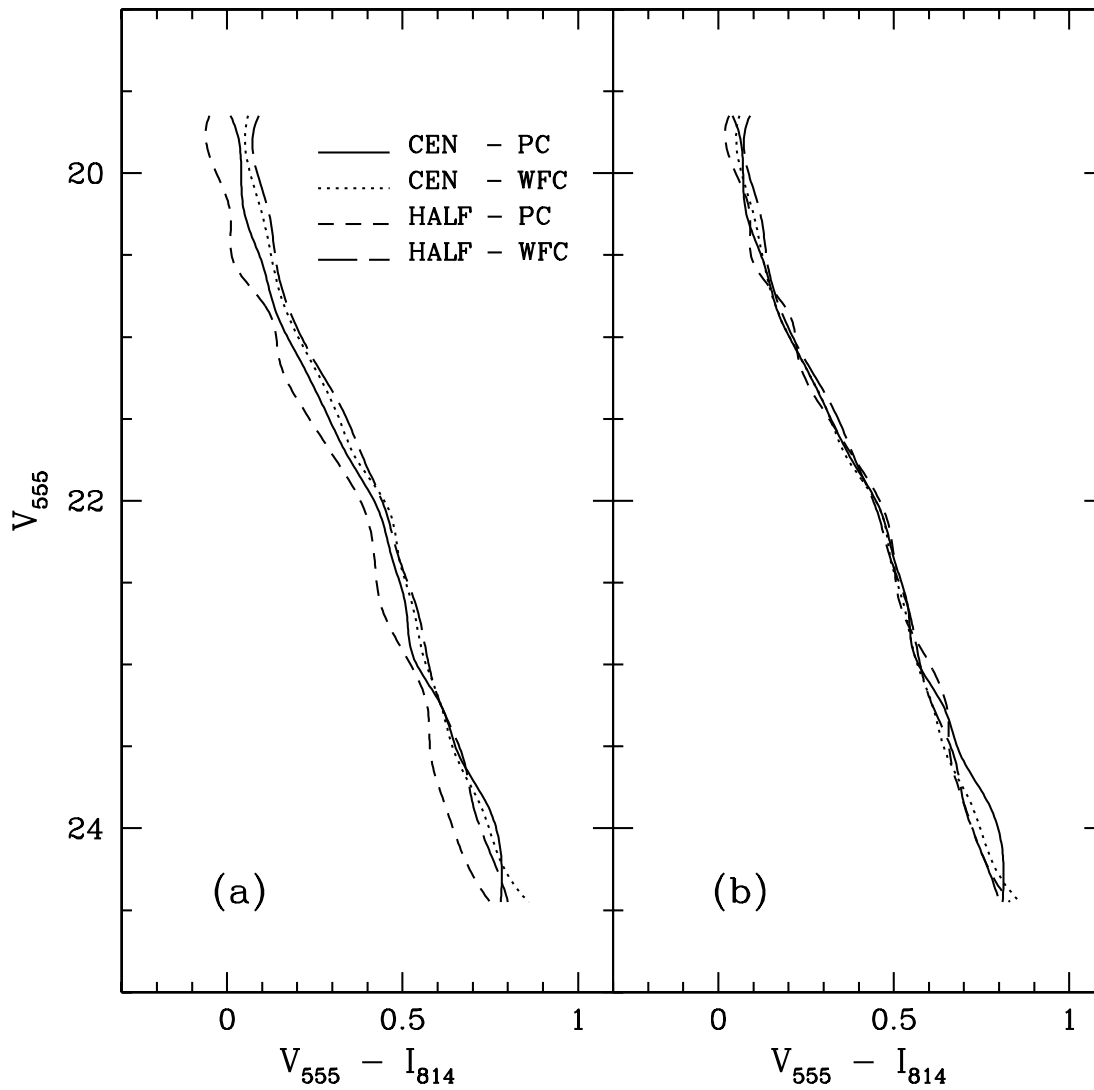


Fig. 2.3: Exemplo de comparação entre linhas fiduciais das PCs e das WFCs. Painel (a) mostra as linhas fiduciais sem correção e o painel (b) as apresenta após a correção.

Aglomerado	imagem	$\langle \delta(V - I) \rangle$
NGC 1805	CEN	0.04
NGC 1805	HALF	0.06
NGC 1818	CEN	0.01
NGC 1818	HALF	0.05
NGC 1831	CEN	0.03
NGC 1831	HALF	0.08
NGC 1868	CEN	0.00
NGC 1868	HALF	0.03
Hodge 14	CEN	0.02
Hodge 14	HALF	0.06

Tab. 2.3: Uniformização fotométrica entre as amostras PC e WFC para o CEN e para o HALF.

A coluna (1) identifica o aglomerado e a coluna (2) a imagem. A última coluna mostra a diferença de cor ($\delta(V - I) = (V_{555} - I_{814})_{WFCs} - (V_{555} - I_{814})_{PC}$) média ao longo da MS entre as linhas fiduciais da PC e a das WFCs.

Algo importante a ser dito sobre este método de uniformização fotométrica via linhas fiduciais é que ele tem por trás de si a hipótese de que tais linhas não variam dentro de um aglomerado. Isso significa, em termos físicos, que estamos assumindo que não há uma variação espacial de Z e de $E(B-V)$ ao longo do sistema, ou que pelo menos estas variações são irrelevantes frente às diferenças encontradas na fotometria de diferentes *chips*. Esta hipótese evidentemente não é aceitável para aglomerados ainda imersos na nuvem de gás e poeira que os originou ou mesmo para aqueles que se encontram próximo do disco da Galáxia. Entretanto nossa amostra de aglomerados não se encaixa nas situações acima, sendo portanto relativamente seguro aplicar a eles o método exposto acima. A única exceção talvez sejam os aglomerados mais jovens, já que eles se encontram em uma região de possível formação estelar recente (Castro et al. (2001) [20], Javiel et al. (2004) [46]). Especialmente em NGC 1805 há indícios de um avermelhamento diferencial no campo da ordem da nossa

correção ([46]).

2.3 Os CMDs observados

Os CMDs finais na direção dos aglomerados, resultantes da composição das amostras CEN e HALF, são apresentados nos painéis à esquerda das figuras 2.4 - 2.8. Nos painéis à direita destas mesmas figuras são mostrados os CMDs da amostra de campo para cada aglomerado.

Podemos ver claramente nos CMDs ON-cluster a Sequência Principal (*Main Sequence* - MS) da população do aglomerado, indo desde o limite de detecção e se estendendo até o ponto de *turn-off* (TO) mais brilhante. Infelizmente não podemos ver o TO dos aglomerados mais jovens (NGC 1805 e NGC 1818), pois são mais brilhantes que $V_{555} = 18.0$. Quando comparamos os CMDs ON-cluster com o OFF-cluster para cada aglomerado, fica nítido o efeito da contaminação por estrelas de campo na direção do aglomerado, que pode ser facilmente diagnosticado pela presença do TO da população mais velha de campo ($V_{555} \sim 22.0$) e pelo ramo de subgigantes e gigantes ($V_{555} - I_{814} \sim 0.8$ entre $19.0 \lesssim V_{555} \lesssim 22.0$). Também pode ser visto o *clump* de gigantes nos CMDs ON-cluster de NGC 1831, NGC 1868 e Hodge 14 e em todos os CMDs OFF-cluster (concentração de estrelas centrada em $V_{555} - I_{814} \sim 0.9$ e $V_{555} \sim 19.0$, crescendo com a idade).

A tabela 2.4 apresenta a contagem original de estrelas (sem a correção para efeitos de seleção, como explicado na Sec. 2.6) em cada CMD com $V_{sat} \leq V_{555} \leq 24.5$, onde V_{sat} é informado na tabela 2.1 para cada imagem. Cabe lembrar que a comparação entre o número de estrelas do ON-cluster e do OFF-cluster somente pode ser feita de uma maneira mais rigorosa levando-se em conta o ângulo sólido de cada imagem (Seções 2.5 e 2.6.2).

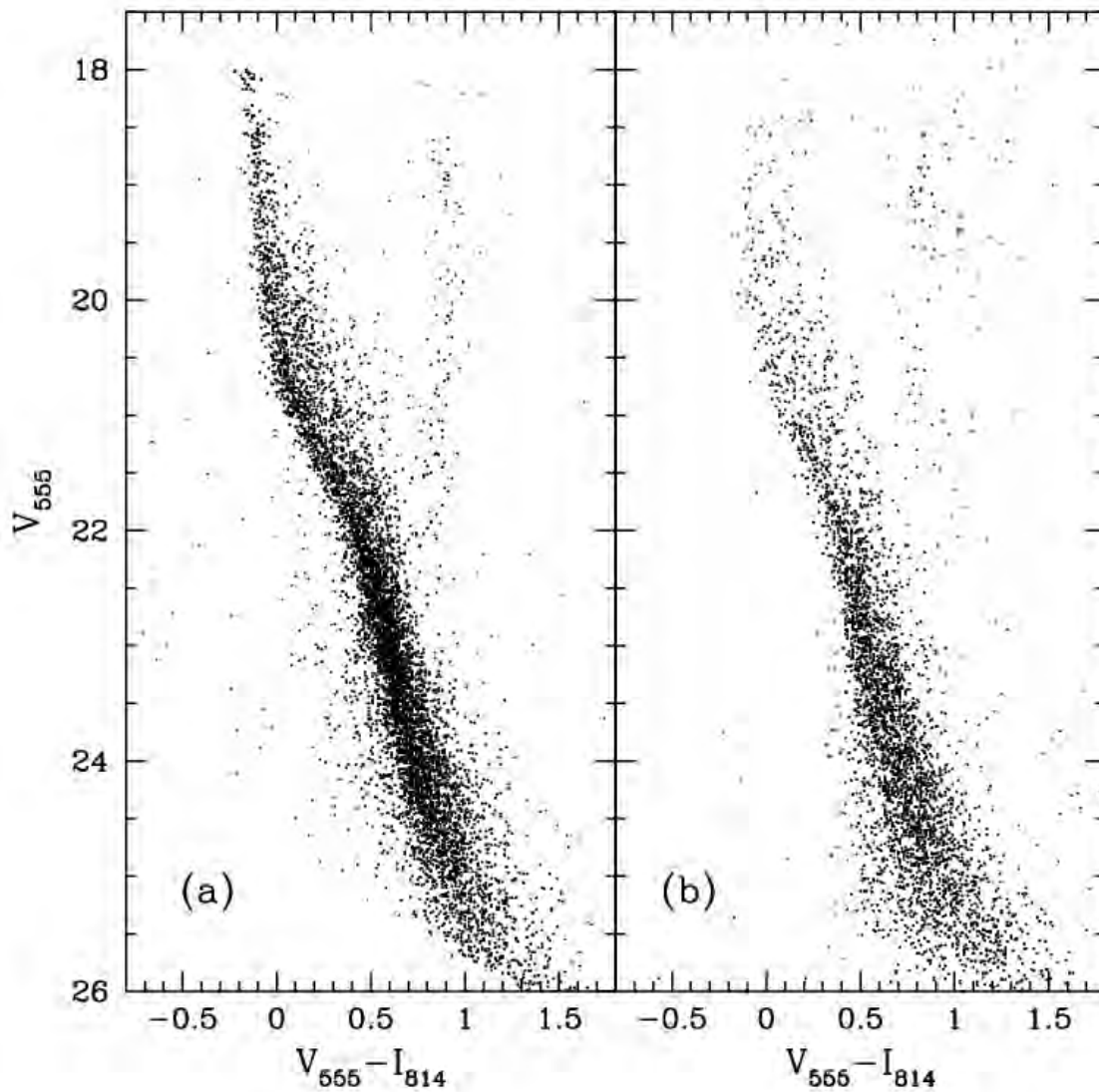


Fig. 2.4: CMDs observados para NGC 1805. O painel (a) mostra o CMD na direção do aglomerado (ON-cluster) enquanto que o painel (b) apresenta o CMD para a direção de campo (OFF-cluster).

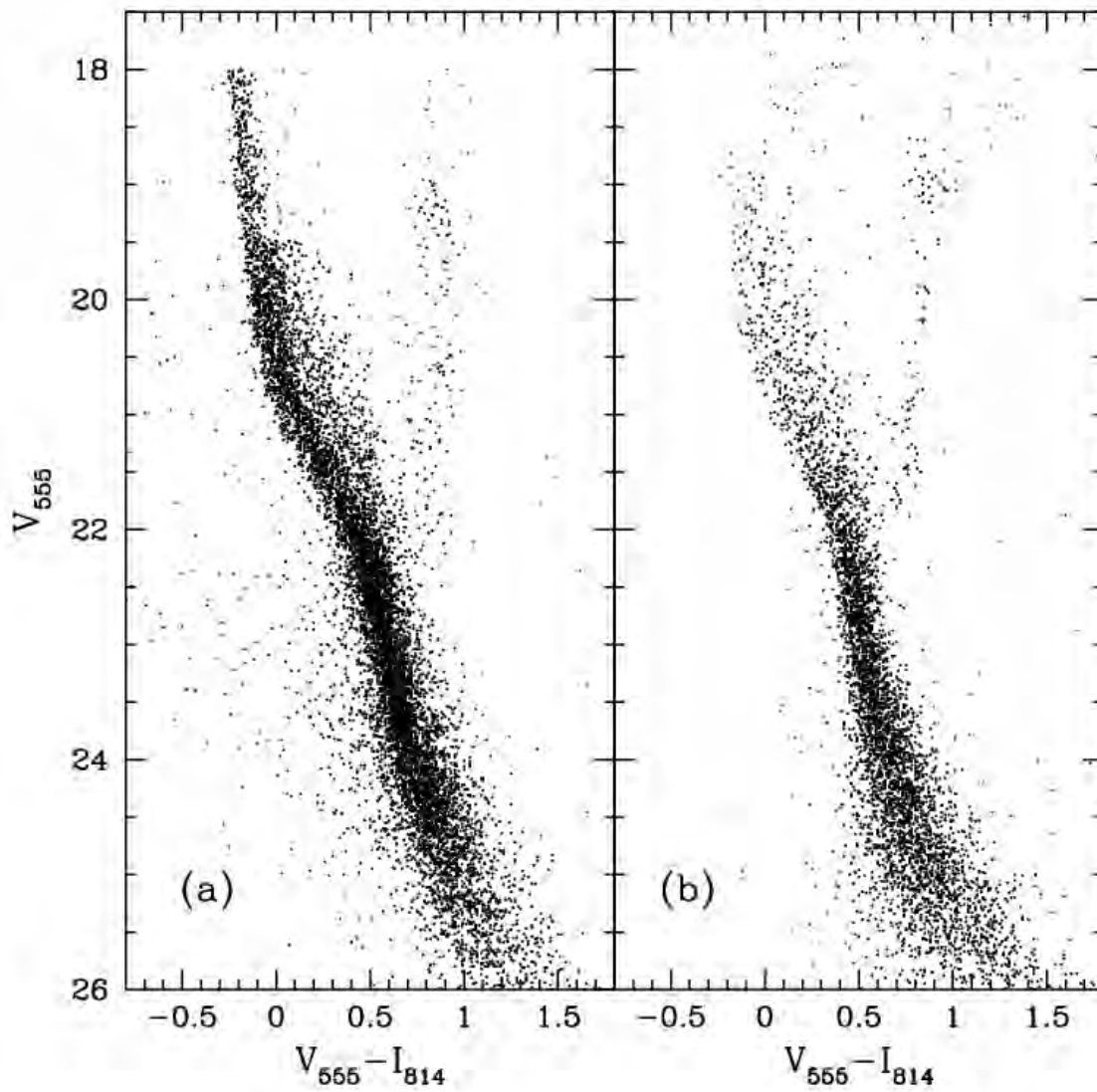


Fig. 2.5: CMDs observados para NGC 1818. O painel (a) mostra o CMD na direção do aglomerado (ON-cluster) enquanto que o painel (b) apresenta o CMD para a direção de campo (OFF-cluster).

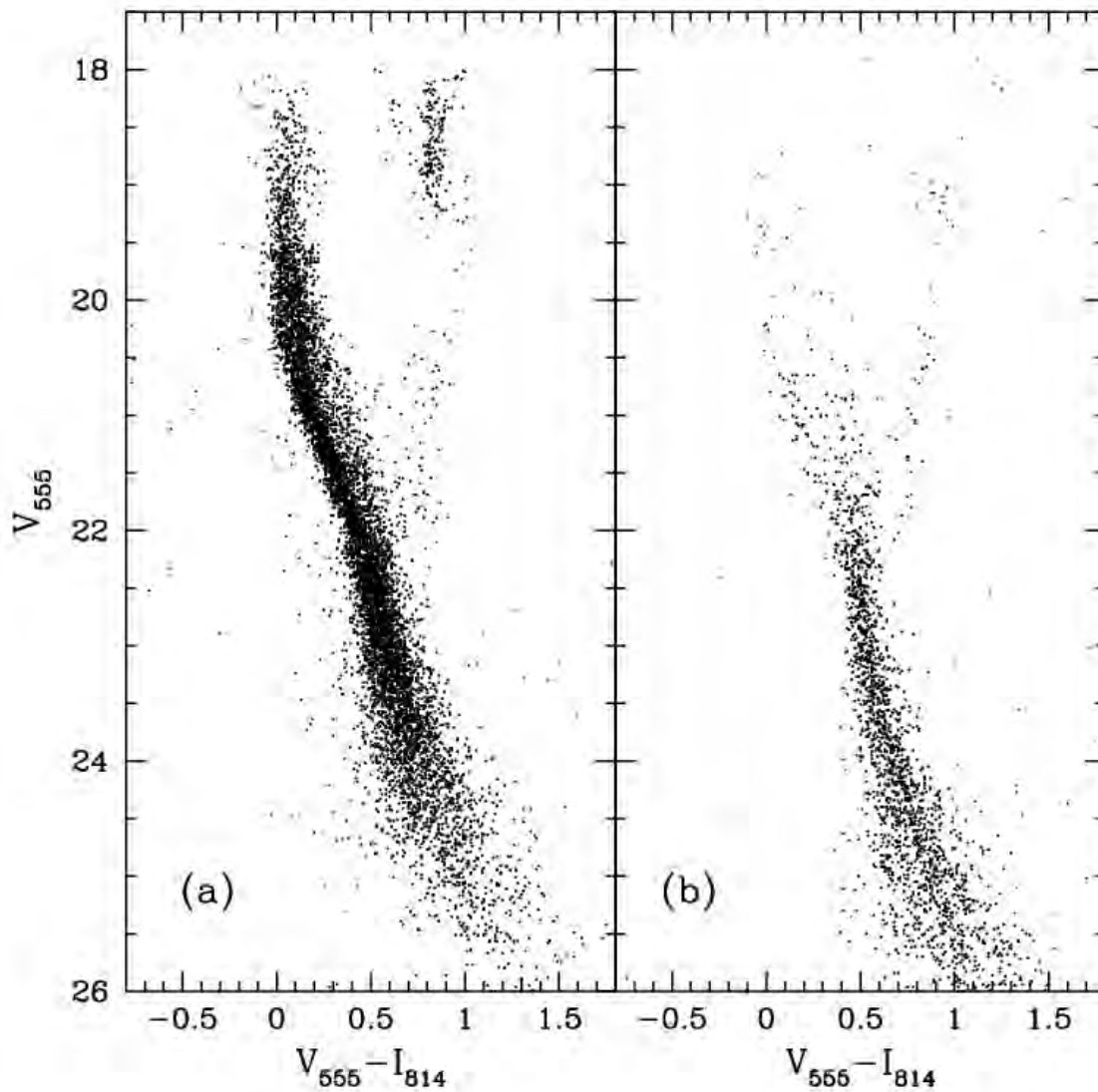


Fig. 2.6: CMDs observados para NGC 1831. O painel (a) mostra o CMD na direção do aglomerado (ON-cluster) enquanto que o painel (b) apresenta o CMD para a direção de campo (OFF-cluster).

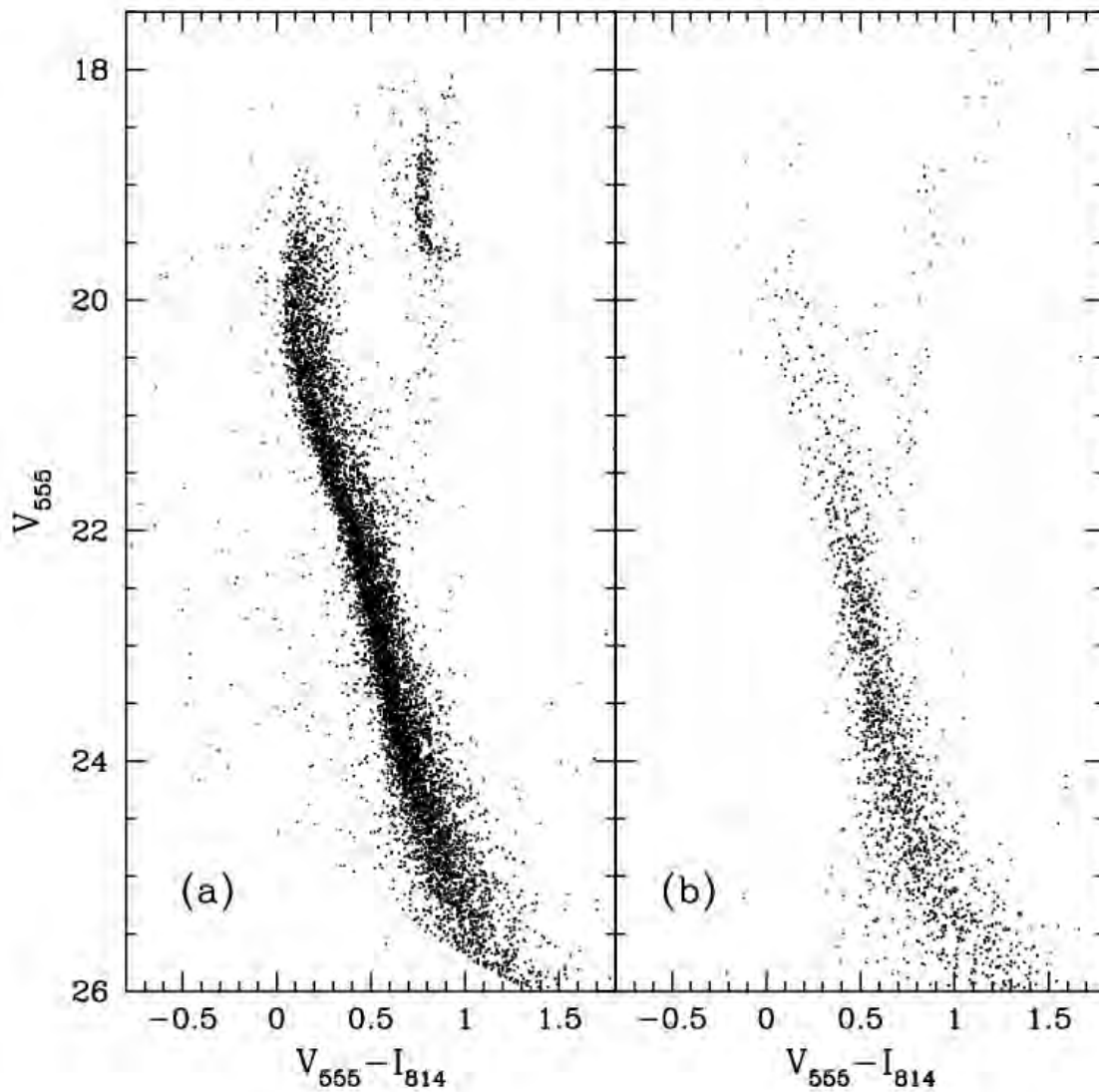


Fig. 2.7: CMDs observados para NGC 1868. O painel (a) mostra o CMD na direção do aglomerado (ON-cluster) enquanto que o painel (b) apresenta o CMD para a direção de campo (OFF-cluster).

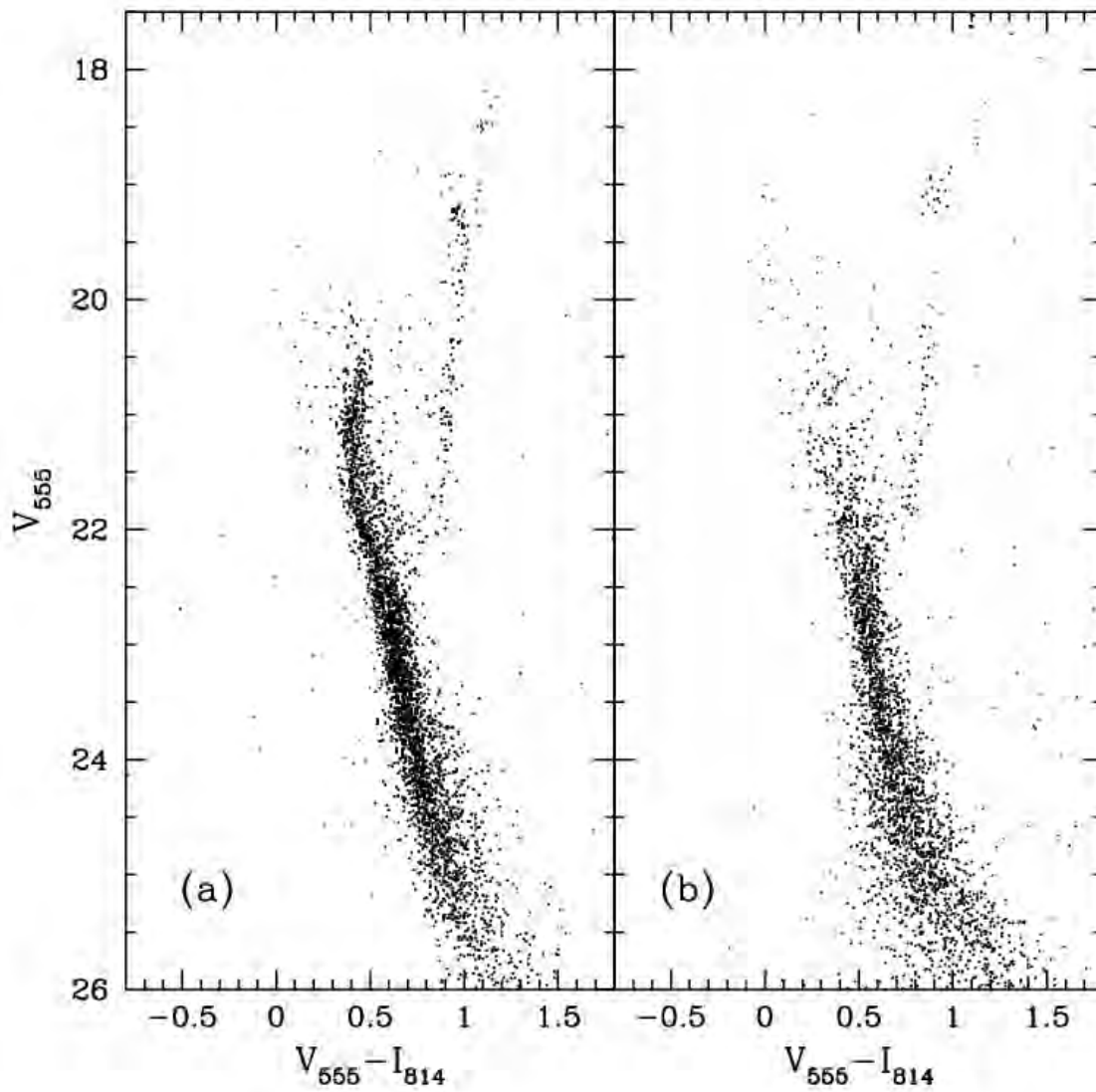


Fig. 2.8: CMDs observados para Hodge 14. O painel (a) mostra o CMD na direção do aglomerado (ON-cluster) enquanto que o painel (b) apresenta o CMD para a direção de campo (OFF-cluster).

Aglomerado	PC/CEN	WFCs/CEN	HALF	ON-cluster	OFF-cluster
NGC1805	1199	1358	3238	5795	2573
NGC1818	1260	2155	4771	8186	3308
NGC1831	2000	1913	3489	7402	1234
NGC1868	2105	1043	3474	6622	1054
Hodge 14	841	298	1783	2922	1756

Tab. 2.4: Número de estrelas observadas na direção dos aglomerados e nas direções de campo para $V_{sat} \leq V_{555} \leq 24.5$, onde V_{sat} é dado na tabela 2.1 para cada imagem. As colunas (2), (3) e (4) mostram a contagem de estrelas para as subamostras que compõem a amostra final do ON-cluster (coluna 5). A última coluna apresenta a contagem de estrelas para o OFF-cluster.

2.4 Determinação empírica das incertezas fotométricas

As incertezas fotométricas são uma peça fundamental para um modelamento de CMDs fidedigno às observações dos aglomerados. Tendo em vista esta necessidade, buscamos determiná-las empiricamente para as amostras ON-cluster, o que só foi possível graças a um conjunto de estrelas imageadas independentemente pelo CEN e pelo HALF. Estas estrelas se encontram na região de intersecção destas imagens, que pode ser facilmente identificada na figura 2.1.

Para podermos comparar as posições das estrelas nas duas imagens trasladamos o sistema de coordenadas (X,Y) da WFPC2 para o sistema de coordenadas equatoriais (α, δ) (época de 2000.0) utilizando a tarefa *metric* do IRAF. Entretanto, as posições (α, δ) das estrelas do CEN e do HALF na região de intersecção entre estas imagens não coincidiam; apresentavam sistematicamente distâncias que chegavam a cerca de 1 arcsec (~ 10 pixels das WFCs). A solução encontrada para solucionar este problema foi deslocar uma imagem em relação à outra dentro de uma região de cerca de 1 *arcsec*² e procurar pela configuração

que maximizava o número de coincidências nas posições (distâncias menores que 0.1 arcsec).

Uma vez realizado este procedimento de seleção da amostra via coincidência na posição, partimos para as estimativas das incertezas fotométricas. Como comentado anteriormente (Sec. 2.2.2), o conjunto de medidas independentes considerado confiável para este propósito foi aquele obtido através das comparações entre as WFCs do CEN com as do HALF. De posse destes dados, para cada intervalo de magnitude e para cada banda fotométrica, medimos as diferenças entre as medidas CEN e HALF e calculamos a dispersão em torno da média na distribuição destes valores (σ_{obs}) (a dispersão em torno da média garante a eliminação de efeitos sistemáticos na fotometria, discutidos na Sec. 2.2.2).

A figura 2.9 mostra, para todos os aglomerados de nossa amostra, o comportamento de σ_{obs} em função da magnitude aparente para as duas bandas fotométricas. Este comportamento parece razoavelmente uniforme para a banda F555W, porém ele apresenta variações significativas de um aglomerado para o outro na banda F814W, onde o caso mais discrepante parece ser o de NGC 1868. Estas diferenças podem ser decorrência de uma pequena não-uniformidade na qualidade do imageamento e da redução dos dados de aglomerado para aglomerado, o que pode depender de fatores como o fundo do céu, variações de PSF (*Point Spread Function*) e outros efeitos instrumentais. Muito provavelmente a concentração de estrelas não tem influência neste efeito, uma vez que as regiões onde as WFCs do CEN e do HALF se sobrepõem situam-se fora do centro do aglomerado, a pelo menos 20 arcsec do mesmo, onde a densidade de estrelas tipicamente cai por um fator 5 do valor central (Santiago et al. (2001) [77]).

Contudo os valores se σ_{obs} ainda não representam as incertezas individuais nas imagens CEN e HALF (σ_{CEN} e σ_{HALF}). Como comentado anteriormente, já que σ_{obs} foi determinado a partir de medidas independentes, podemos considerar que esta dispersão é a soma em quadratura das dispersões de cada amostra, ou seja:

$$\sigma_{obs}^2 = \sigma_{CEN}^2 + \sigma_{HALF}^2 \quad (2.3)$$

Sendo a magnitude aparente m de uma estrela uma escala logarítmica da contagem n

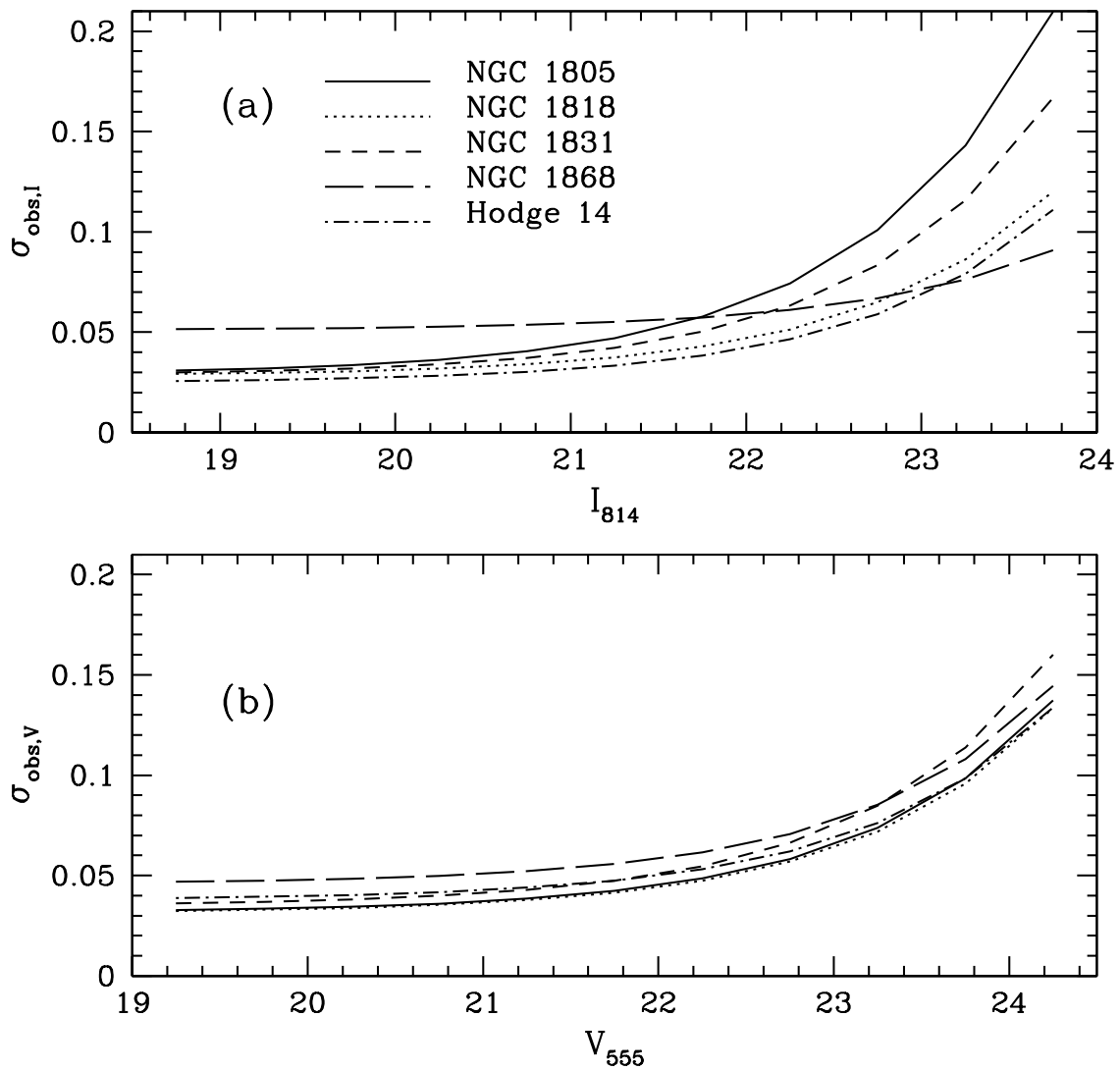


Fig. 2.9: Valores de σ_{obs} obtidos para cada aglomerado nas bandas F814W (painel (a)) e F555W (painel (b)).

de fótons no CCD e desprezando efeitos de ruídos instrumental e do fundo do céu, podemos escrever que

$$\delta m \propto \frac{\delta n}{n}. \quad (2.4)$$

Assumindo que a contagem de fótons respeita uma distribuição de Poisson podemos considerar que $\delta n = \sqrt{n}$ e portanto

$$\delta m \propto \frac{\sqrt{n}}{n} = \frac{1}{\sqrt{n}}. \quad (2.5)$$

Como dentro do domínio dinâmico do CCD a contagem de fótons é proporcional ao tempo de exposição t , chegamos a

$$\delta m \propto \frac{1}{\sqrt{t}}. \quad (2.6)$$

Fazendo $\delta m = \sigma$, podemos escrever

$$\frac{\sigma_{CEN}}{\sigma_{HALF}} = \frac{\sqrt{t_{HALF}}}{\sqrt{t_{CEN}}} \quad (2.7)$$

e com o auxílio da equação 2.3 obtemos expressões para as dispersões em cada imagem em função do tempo de exposição:

$$\sigma_{CEN} = \sigma_{obs} \left(\frac{t_{HALF}}{t_{CEN} + t_{HALF}} \right)^{1/2} \quad (2.8)$$

$$\sigma_{HALF} = \sigma_{obs} \left(\frac{t_{CEN}}{t_{CEN} + t_{HALF}} \right)^{1/2}. \quad (2.9)$$

Utilizando os tempos de exposição mostrados na tabela 2.1 estimamos os valores das incertezas fotométricas em cada imagem. A tabela 2.5 mostra estes valores em relação às incertezas fotométricas medidas (σ_{obs}). Note, como era de se esperar pelo tempo de exposição, que os valores referentes ao CEN são significativamente maiores do que os do HALF.

	F814W	F555W
σ_{CEN}	$0.86\sigma_{obs}$	$0.93\sigma_{obs}$
σ_{HALF}	$0.51\sigma_{obs}$	$0.38\sigma_{obs}$

Tab. 2.5: Valores das incertezas fotométricas para o CEN e o HALF em relação aos valores medidos para as bandas F814W (coluna 2) e F555W (coluna 3). Estes valores foram estimados a partir das eqs. 2.8, 2.9 e com os tempo de exposição apresentados na tabela 2.1.

A incerteza na cor (σ_{colour}) é dada a partir da soma em quadratura das incertezas nas medidas em cada banda fotométrica, uma vez que elas são independentes. Em forma matemática,

$$\sigma_{colour}^2 = \sigma_V^2 + \sigma_I^2. \quad (2.10)$$

Esta é a incerteza que de fato têm influência no espalhamento das estrelas ao longo da MS de um CMD observado. Isso pode ser facilmente constatado pelo aumento no alargamento da MS à medida que nos deslocamos da alta MS para a baixa MS.

A figura 2.10 mostra, para todos os aglomerados, o comportamento de σ_{colour} do CEN (painel (a)) e do HALF (painel (b)) em função de V_{555} , respeitando a relação cor-magnitude imposta por uma linha fiducial à MS. Em termos gerais, podemos notar por esta figura que tipicamente $\sigma_{CEN,colour} \sim 2 \sigma_{HALF,colour}$ para um dado V_{555} fixo. Em relação à comparação entre os aglomerados, NGC 1868 destacadamente possui os maiores valores de σ_{colour} até $V_{555} \sim 22.5$. De fato a MS deste aglomerado é visivelmente mais larga que a dos demais, como pode ser atestado pela comparação entre as figuras 2.4 a 2.8.

Infelizmente todo este procedimento de determinação empírica das incertezas fotométricas só foi possível de ser realizado para a amostra na direção dos aglomerados, já que para o campo possuímos apenas uma imagem. De qualquer forma, as incertezas fotométricas são mais importantes apenas no processo de modelamento de CMDs (Cap. 3) dos aglomerados, cujos valores acabamos de mostrar. O único estágio de todo o processo de tratamento

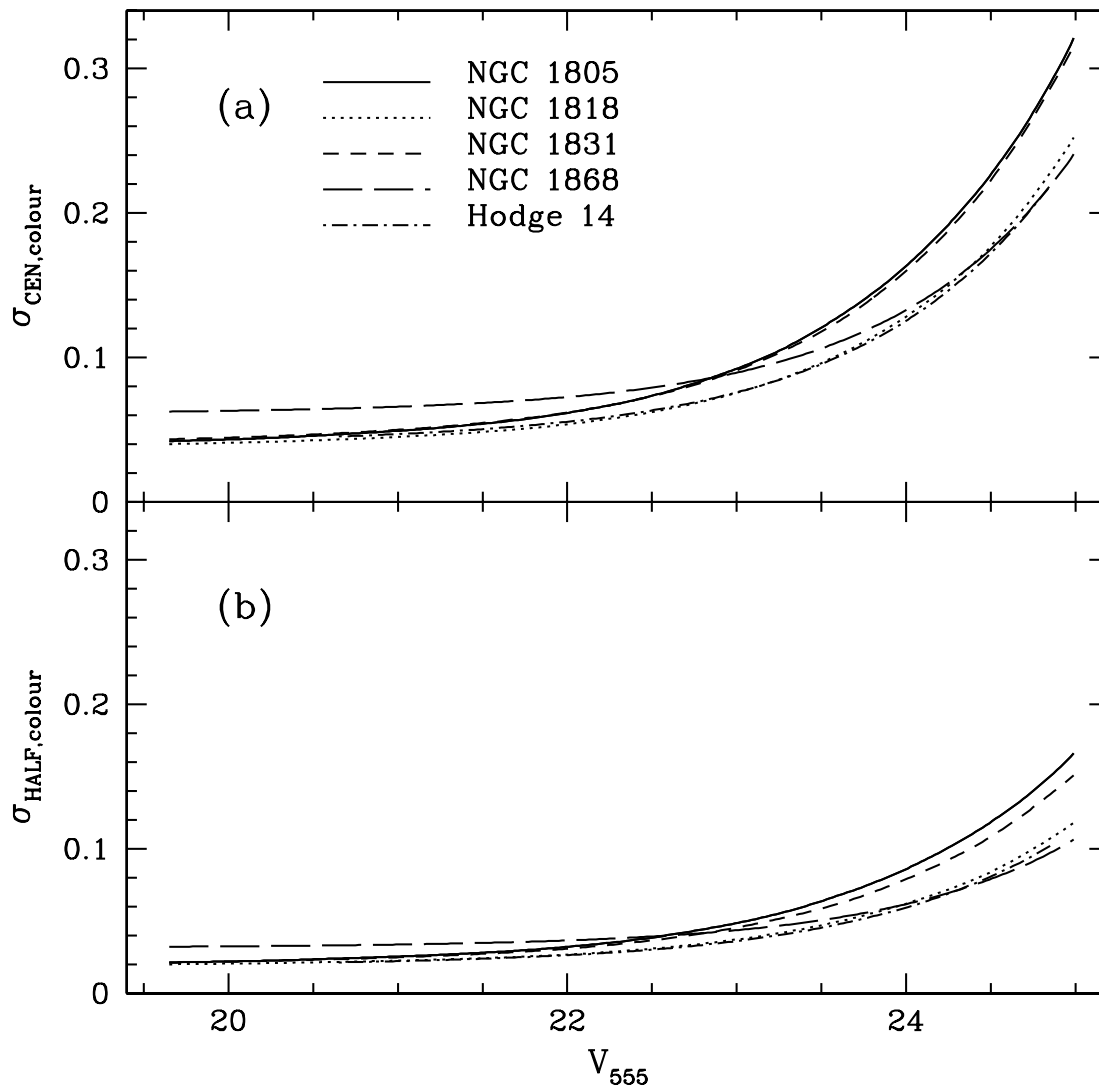


Fig. 2.10: Comportamento de σ_{colour} em função de V_{555} utilizando a relação entre magnitude e cor dada pela linha fiducial da MS. O painel (a) mostra este comportamento para o CEN enquanto que o painel (b) faz o mesmo para HALF. A legenda das linhas indicando o aglomerado está mostrada na topo da figura.

dos dados onde deveríamos assumir uma incerteza fotométrica para a amostra OFF-cluster foi na subtração de estrelas de campo da amostra ON-cluster (Sec. 2.6.2). Entretanto os resultados desta subtração são satisfatoriamente insensíveis à escolha das incertezas fotométricas dentro dos limites impostos pela comparação entre o CEN e o HALF. Portanto, assumimos que as incertezas fotométricas da amostra OFF-cluster são as mesmas que da amostra CEN do ON-cluster. Esta aproximação, que não acarretou maiores conseqüências, é evidentemente uma superestimativa de tais incertezas, uma vez que em relação à amostra CEN, a amostra de campo foi obtida com tempo de exposição maior e em regiões de menor concentração de estrelas.

2.5 Determinação dos ângulos sólidos

Determinamos os ângulos sólidos das amostras ON-cluster e OFF-cluster para compatibilizar o número de estrelas quanto à cobertura espacial. Por se tratar apenas de uma imagem WFPC2, o ângulo sólido da imagem OFF-cluster (Ω_{OFF}) foi facilmente determinado levando-se em conta a geometria deste instrumento (figura 2.11). A WFPC2 é constituída de 4 *chips* com 800 x 800 pixels, sendo 3 de menor resolução espacial (0.097 arcsec/pixel) e maior cobertura (1.673 *arcmin*²), chamados de WFC, e 1 de maior resolução (0.046 arcsec/pixel) e menor cobertura (0.376 *arcmin*²), chamado de PC. Entretanto em cada *chip* foram usados efetivamente 750 x 750 pixels, já que foram excluídos 50 pixels dos lados de contato com o *chip* vizinho. Assim,

$$\Omega_{OFF} = [3 \times (750 \times 750) \times 0.097^2 + (750 \times 750) \times 0.046^2] \text{ arcsec}^2 = 17068 \text{ arcsec}^2 \quad (2.11)$$

$$\Omega_{OFF} = 4.741 \text{ arcmin}^2. \quad (2.12)$$

Por outro lado, quantificar o ângulo sólido da imagem ON-cluster foi uma tarefa mais trabalhosa, uma vez que o arranjo entre as imagens CEN e HALF não é algo tão trivial

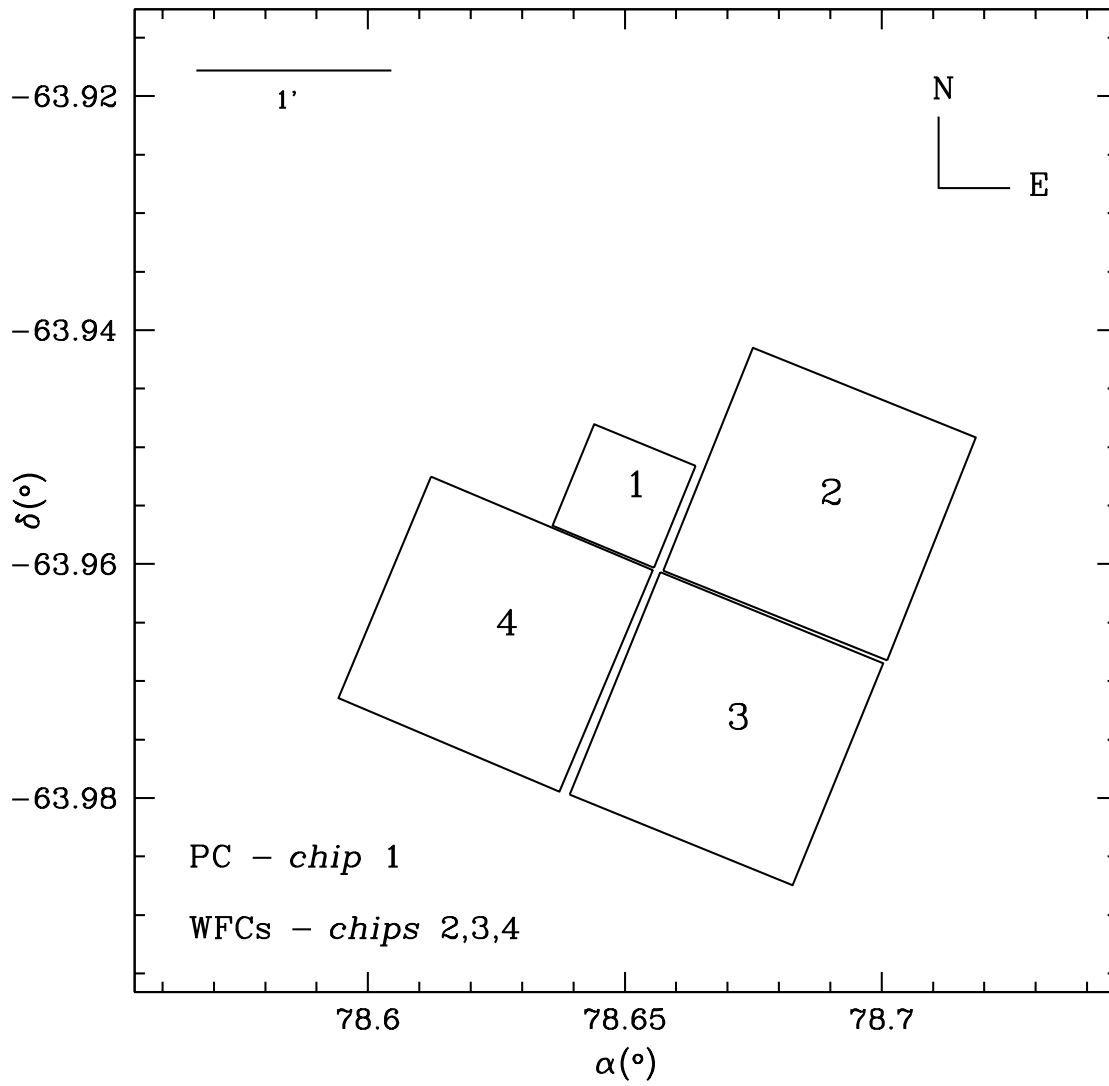


Fig. 2.11: Geometria da WFPC2/HST mostrada no plano do céu para a imagem CEN de NGC 1868.

(figura 2.1). Nosso procedimento seguiu o método de Santiago et al. (2001) [77], que quantificou o ângulo sólido destas imagens jogando aleatoriamente pontos artificiais no plano do céu em função da distância ao centro (R) dos aglomerados (centrado na PC do CEN), perguntado-se o número de pontos recuperados dentro dos limites angulares das imagens. Com isso, o ângulo sólido da imagem ON-cluster contido no k -ésimo anel no céu ($\Omega_{ON,k}$), definido entre R_{k-1} a R_k , foi dado por

$$\Omega_{ON,k} = \frac{N_{rec,k}}{N_{tot,k}} \pi (R_k^2 - R_{k-1}^2) \quad (2.13)$$

onde $N_{tot,k}$ e $N_{rec,k}$ são, respectivamente, o número total e recuperado de estrelas jogadas no k -ésimo anel.

Assim, calculando-se $\Omega_{ON,k}$ para os N_{ring} anéis que cobrem toda a imagem ON-cluster, o ângulo sólido total da imagem ON-cluster foi fornecido pela expressão

$$\Omega_{ON} = \sum_{k=1}^{N_{ring}} \Omega_{ON,k}. \quad (2.14)$$

Em cada anel foram jogados 10^5 pontos com coordenadas equatorias (α, δ) aleatórias, com limite máximo para R de 160 arcsec. Os limites angulares das imagens CEN e HALF foram dados a partir da conversão das coordenadas das bordas da WFPC2 do sistema (X,Y) do próprio instrumento para o sistema de coordenadas equatorias (α, δ) , realizada pela tarefa *metric* do IRAF.

A figura 2.12 mostra, para todos os aglomerados, os valores de $\Omega_{ON,k}$ (painel (a)) e sua soma cumulativa (painel (b)) em função de R . Pode-se notar que esta soma converge para $R < 160$ arcsec, o que respalda nossa escolha para a máxima distância ao centro. O resultado final desta soma representa Ω_{ON} de todo o aglomerado, cujos valores são mostrados na tabela 2.6 e comparados com o valor de Ω_{OFF} . Através desta tabela pode-se verificar que as imagens ON-cluster cobrem uma região no céu entre 25% e 77% a maior que as imagens OFF-cluster.

Cabe ressaltar que estes valores de ângulo sólido foram usados no método de subtração de estrelas de campo na direção dos aglomerados, como explicado detalhadamente na Sec.

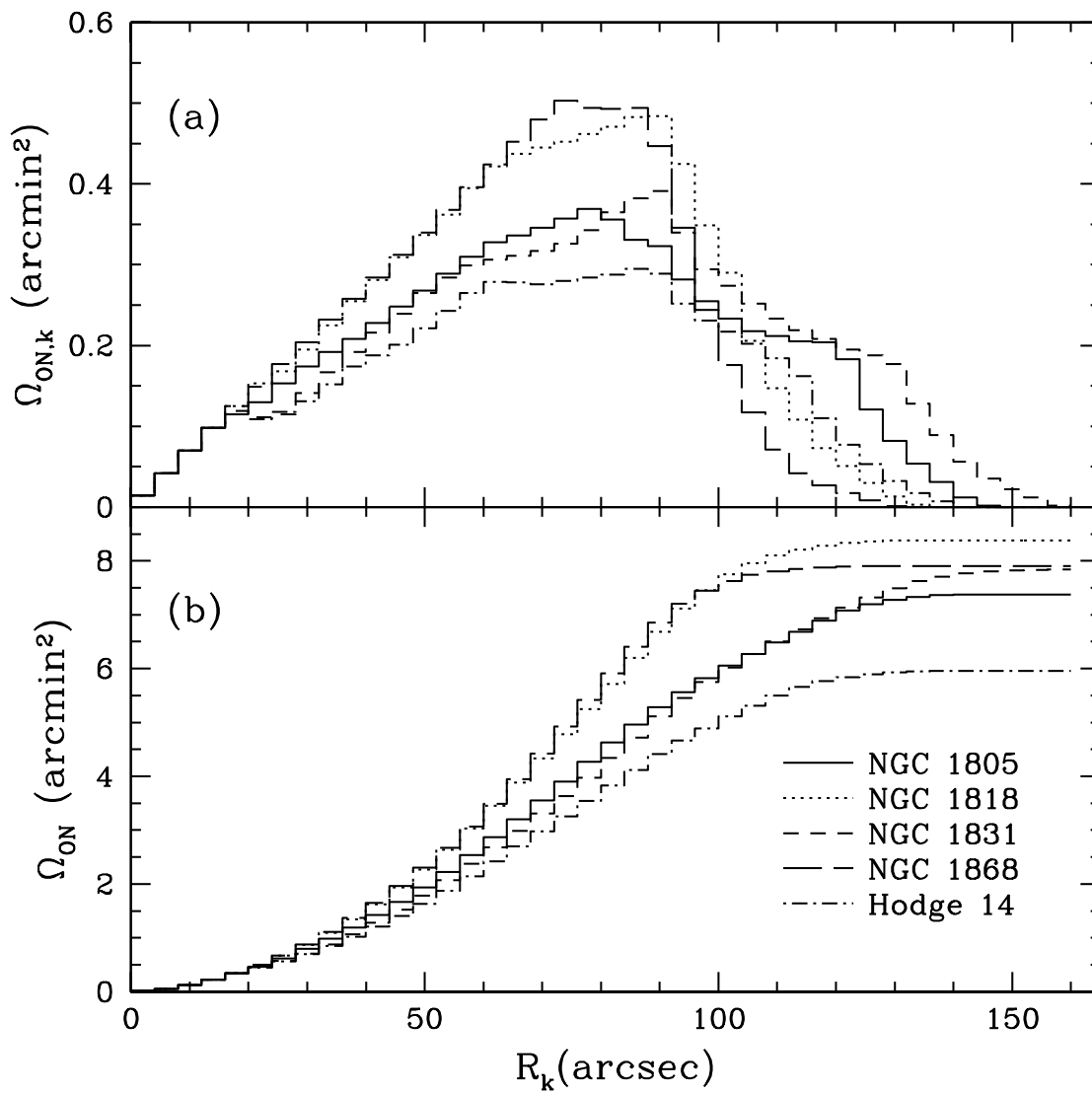


Fig. 2.12: Ângulo sólido das imagens ON-cluster em função da distância ao centro do aglomerado. O valor em cada anel é mostrado no painel (a) e o valor cumulativo no painel (b). A legenda que identifica o tipo de linha usada para cada aglomerado é mostrada no canto inferior direito da figura.

2.6.2.

Aglomerado	Ω_{ON} ($arcmin^2$)	Ω_{ON}/Ω_{OFF}
NGC 1805	7.377	1.556
NGC 1818	8.381	1.768
NGC 1831	7.838	1.653
NGC 1868	7.906	1.667
Hodge 14	5.934	1.256

Tab. 2.6: Ângulo sólido das imagens ON-cluster (coluna 1) e a razão com o ângulo sólido das imagens OFF-cluster (coluna 2).

2.6 Efeitos de seleção

Efeitos de seleção são todos aqueles que têm por trás de si as conseqüências inerentes à escolha de uma amostra. No contexto do presente trabalho, os principais efeitos de seleção são a incompleteza da amostra e a contaminação da amostra na direção dos aglomerados por estrelas de campo da LMC. A incompleteza de uma amostra estelar deve-se a um limite natural imposto pela crescente dificuldade de se detectar objetos cada vez mais tênues. Este limite de detecção é função das escolhas de filtro, tempo de exposição e concentração de estrelas e têm sua origem associada à sobreposição de perfis de brilho e ao próprio ruído da contagens do fundo do céu. Dessa forma, existe em um aglomerado uma subestimativa crescente no número de estrelas à medida que buscamos detectar estrelas cada vez mais tênues e mais próximas ao centro destes sistemas. A contaminação da amostra ON-cluster por estrelas de campo da LMC deve-se puramente ao fato de que estas últimas encontram-se na mesma linha de visada que as primeiras.

Infelizmente nossos CMDs ON-cluster sofrem com estes dois efeitos de seleção, fazendo com que eles adquiram características não previstas para um CMD completo de população única, mascarando conseqüentemente as propriedades intrínsecas aos aglomerados.

Em relação à amostra OFF-cluster, os CMDs estão completos até $V_{555} = 24.5$ e não sofrem significativamente com a contaminação por estrelas do aglomerado (Castro et al.

(2001) [20]). Constituem portanto uma amostra completa e representativa de campos locais da LMC dentro dos intervalos de magnitude necessários.

Como o objetivo do trabalho foi estudar as propriedades dos aglomerados, necessitávamos de alguma forma compatibilizar as amostras ON-cluster e OFF-cluster para podermos compará-las. Para isso tínhamos duas opções de tratamento dos efeitos de seleção na amostra ON-cluster: corrigí-los nos próprios CMDs observados ou incorporá-los no modelamento de CMDs. Descartamos a segunda opção por questões de simplificação no processo de modelamento de CMDs. Sendo a incompletude função da posição no aglomerado (Sec. 2.6.1) isso nos levaria a ter que modelar também a distribuição espacial das estrelas. Além disso, permanecendo incompleta a amostra ON-cluster não poderíamos compará-la diretamente com a amostra OFF-cluster, uma vez que esta já está completa. Uma alternativa seria então incorporar também as estrelas de campo no processo de geração de CMDs artificiais, mas isso aumentaria ainda mais o número de parâmetros livres no modelamento.

Para corrigir estes efeitos de seleção nos CMDs observados na direção dos aglomerados seguimos um procedimento onde primeiramente “completamos” a amostra e em seguida subtraímos uma provável amostra de estrelas campo. No final deste processo obtemos CMDs completos e representativos de cada aglomerado, prontos para serem comparados com os CMDs artificiais, gerados a partir de um algoritmo que simula CMDs completos de populações única.

2.6.1 Incompletude da amostra

Como explicado anteriormente, a dificuldade de detecção de uma estrela em um aglomerado é função de sua posição e de sua magnitude. A grandeza que quantifica esta subamostragem inerente à seleção fotométrica de uma amostra de estrelas chama-se completude (c), e ela quantifica a fração de estrelas observada em relação ao que deveria ser observado em uma imagem ideal. Mais rigorosamente falando, é definida como

$$c(\mathbf{R}, m) = \frac{N_{obs}}{N_{ideal}} \quad (2.15)$$

onde N_{obs} e N_{ideal} são, respectivamente, o número observado e idealizado de estrelas com posição entre $(\mathbf{R}, \mathbf{R} + d\mathbf{R})$ e com magnitude aparente entre $(m, m + dm)$.

Santiago et al. (2001) [77] realizaram medidas de completeza para as imagens ON-cluster na banda F555W. Os autores deste trabalho quantificaram esta grandeza através de um método que jogava na imagem real estrelas artificiais com magnitude entre $(m, m + dm)$ e posicionadas entre $(\mathbf{R}, \mathbf{R} + d\mathbf{R})$, fazendo estas estrelas passarem por todo o processo de detecção e seleção. No final, a fração de estrelas artificiais recuperadas em relação ao total informava-lhes o valor de $c(\mathbf{R}, m)$.

A figura 2.13 mostra, para todos os aglomerados, a completeza em função da distância ao centro (R) para a imagem PC/CEN destes sistemas. Pode-se notar com clareza que c depende do intervalo em V_{555} e que ela cresce com R . Como era de se esperar, a dependência espacial da completeza dentro de um aglomerado tem também uma anticorrelação com a sua densidade central (ρ_0) e uma correlação com o seu Raio à meia-luz (R_{hl}), uma vez que ela é menor em NGC 1868 ($\rho_0 = 3.38 \frac{estrelas}{arcsec^2}$, $R_{hl} = 7.2 arcsec$) e maior em Hodge 14 ($\rho_0 = 0.75 \frac{estrelas}{arcsec^2}$, $R_{hl} = 11.6 arcsec$) (tabela 1.1).

A figura 2.14 mostra o comportamento da completeza em função de V_{555} para cada subamostra do ON-cluster. A análise destas figuras determinou os limites de detecção das imagens (tabela 2.1), que conservadoradamente foi estabelecido como a magnitude V_{555} onde a completeza cai a menos de 50 %. Convém ressaltar que está embutido nestas figuras a dependência de cada subamostra do ON-cluster com sua posição espacial no aglomerado. Portanto, como era de se esperar para a região central, a completeza da PC do CEN é a que cai mais rapidamente à medida que observamos estrelas cada vez mais tênues, chegando a menos de 50 % em $V_{555} \gtrsim 23.0$ nos casos mais extremos. Quando comparamos esta completeza com a das WFCs da mesma imagem, percebemos que a última cai mais lentamente, mesmo tendo ambas amostras o mesmo tempo de exposição com o agravante de que as WFCs possuem uma resolução espacial pior do que a PC. Porém isso pode ser explicado pelo método com que a amostra ON-cluster foi composta (Sec. 2.2), que fez com que praticamente apenas as estrelas da WFCs/CEN pertencentes à periferia dos aglomerados

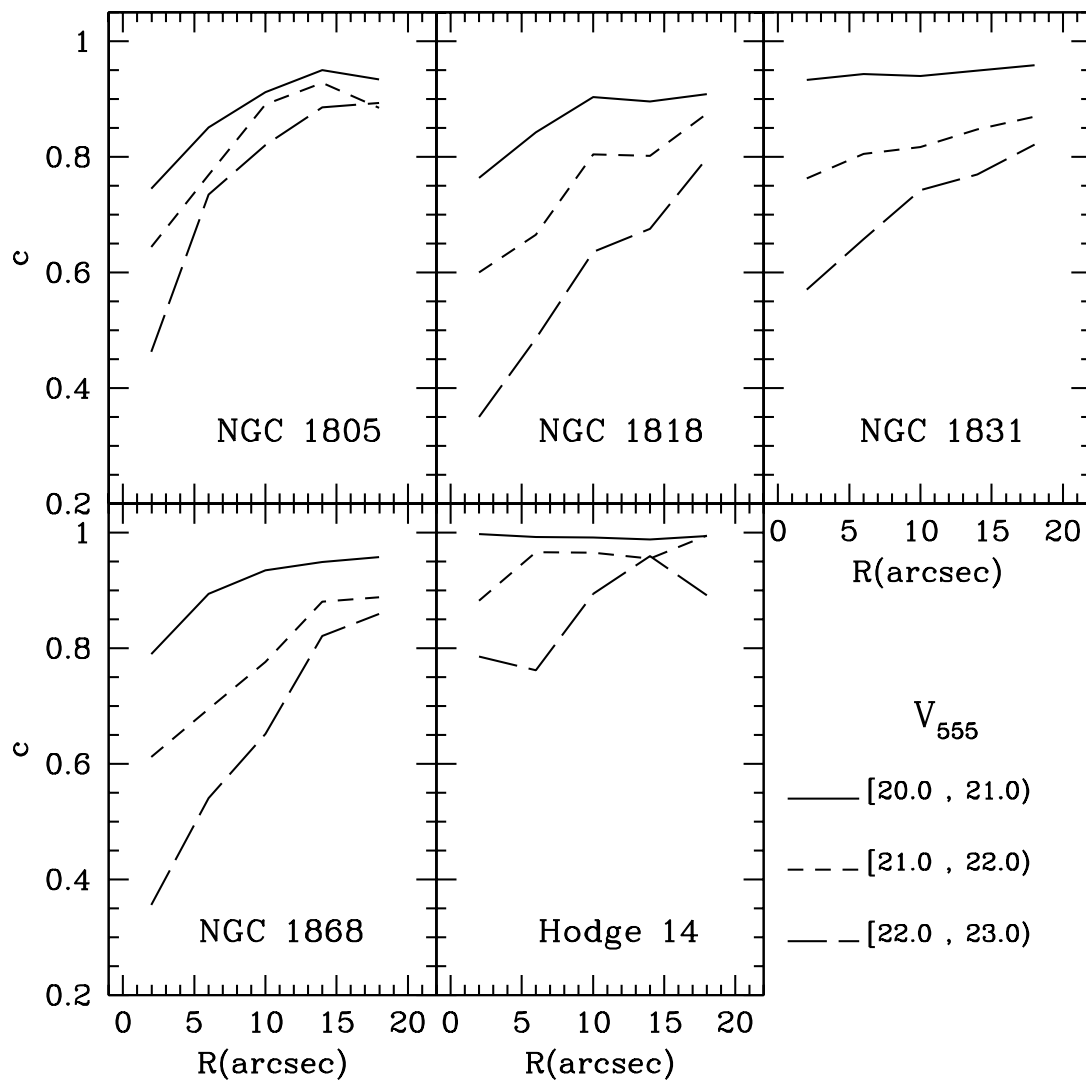


Fig. 2.13: Comportamento da completeza em função da distância ao centro dos aglomerados. O nome do aglomerado é mostrado em cada painel e a legenda referente à cada linha é apresentada no canto inferior direito da figura.

compusessem a amostra final. Por fim, esta figura atesta ainda que a amostra de estrelas do HALF são as mais profundas, o que era esperado pelo seu maior tempo de exposição. Além disso, em alguns casos a completeza desta amostra cai de forma mais contínua que as demais, o que é explicado pela ampla cobertura espacial da amostra HALF dentro da amostra final ON-cluster, que se estende desde regiões próximas ao centro dos sistemas, onde a densidade de estrelas é relativamente alta, até regiões periféricas, onde é baixa a concentração de estrelas.

A partir dos valores para completeza para V_{555} , Santiago et al. (2001) estimaram para cada estrela observada um peso (w) dado pelo inverso desta grandeza. Para uma dada estrela, este peso corresponde ao número de estrelas que deveria ser observado em uma imagem ideal. Por exemplo, se uma estrela possui $c = 0.5$, isso significa que ela tem $w = 2$, ou seja, além da própria estrela já observada deveríamos ter observado mais uma com as suas características fotométricas e espaciais.

Fazendo uso destes valores de peso devido à completeza, das incertezas fotométricas e da própria disposição das estrelas observadas dentro do CMD, elaboramos o seguinte método para completar a MS do CMD ON-cluster de cada aglomerado:

- a) por meio de um corte arbitrário no CMD estabelecemos uma região que consideramos a MS do aglomerado (painel (a) das figuras 2.15-2.19);
- b) definimos uma linha fiducial à MS tomando-se a mediana das distribuições em cor para cada intervalo de magnitude. Esta linha estabelece uma relação unívoca entre V_{555} e a cor $V_{555} - I_{814}$ para toda a MS (figuras 2.15-2.19);
- c) dada a magnitude V_{555} da i -ésima estrela, encontramos a cor $V_{555} - I_{814}$ correspondente na linha fiducial;
- d) a partir desta posição na linha fiducial, geramos $w_i - 1$ estrelas artificiais espalhando-as segundo distribuições gaussianas nas magnitude das duas bandas, de acordo com as incertezas fotométricas medidas (painel (c) das figuras 2.15-2.19). As estrelas que caíssem fora da MS eram descartadas;
- e) repetimos o procedimento a partir de c) para todas as estrelas observadas, deixando a

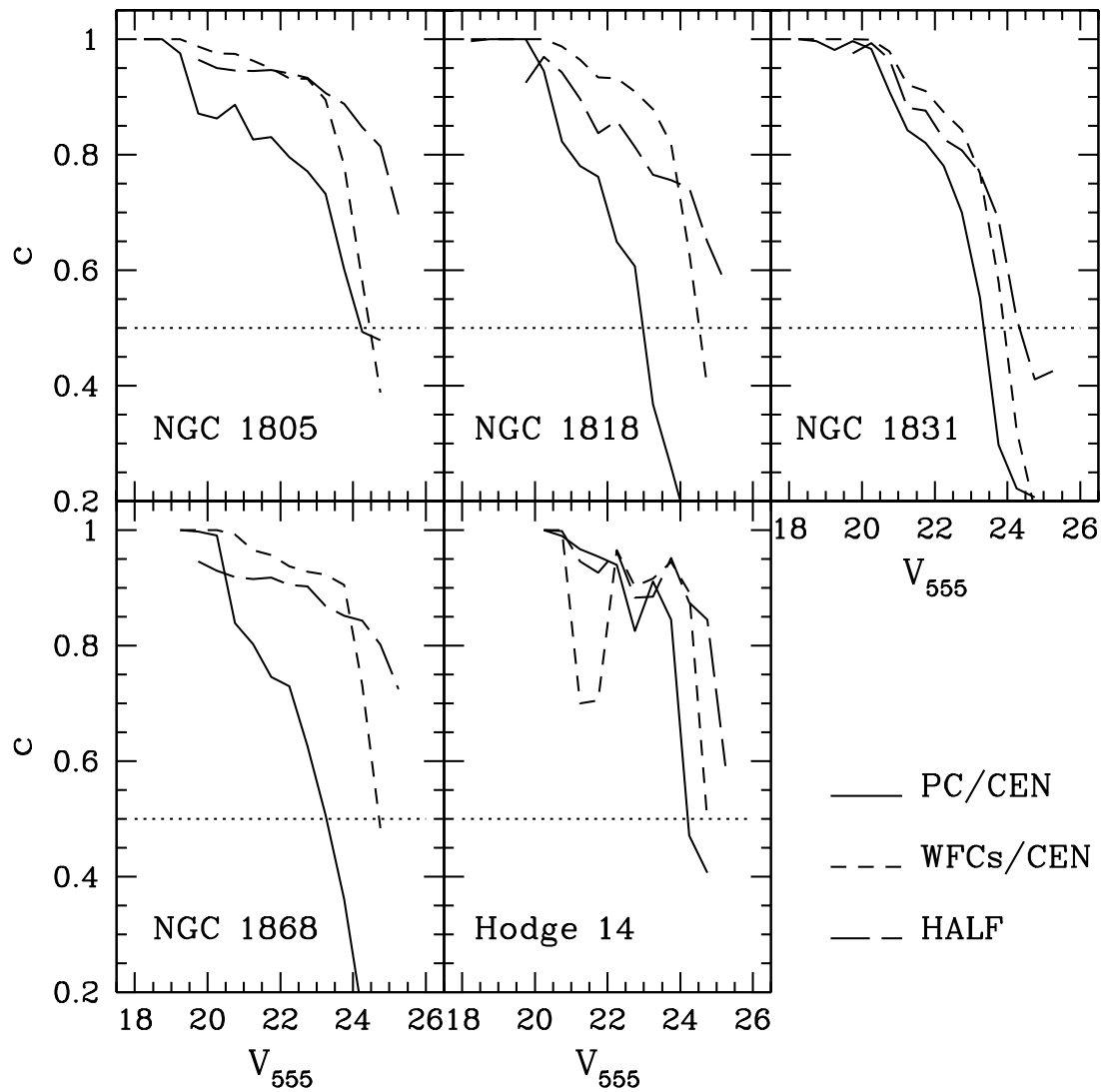


Fig. 2.14: Comportamento da completeza para cada subamostra do ON-cluster em função de V_{555} . O nome do aglomerado é mostrado em cada painel e a legenda referente à cada linha é apresentada no canto inferior direito da figura.

amostra estatisticamente completa (painel (d) das figuras 2.15-2.19).

Cabe colocar que a amostra ON-cluster foi completada respeitando os limites de saturação em cada uma das subamostras que a compuseram. Dessa forma só há estrelas na amostra final ON-cluster com $18.0 \leq V_{555} < 19.5$ que foram imageadas pela PC do CEN. Em termos espaciais, as estrelas artificiais herdaram a posição da estrela que deu origem a ela.

É importante avaliar que o método exposto acima corrige a incompletude da amostra tanto espacialmente quanto no plano do CMD, espalhando as estrelas artificiais ao longo da MS usando os vínculos empíricos dados pela linha fiducial e pelas incertezas fotométricas. Por uma questão de prudência, as análises dos CMDs que passaram por este processo estão restritas a magnitudes onde a completeza está acima dos 50 %.

O resultado das correções para incompletude são mostrados nas figuras 2.15 à 2.19. Visualmente podemos constatar que as linhas fiduciais representam bem a MS observada (painéis (a)). Em relação às estrelas artificiais (painéis (c)), elas se distribuem de maneira verossímil ao longo das linhas fiduciais respeitando as incertezas fotométricas. Os CMDs completos (painéis (d)), resultado final deste processo, estão agora prontos para passarem pela subtração de estrelas de campo.

Na tentativa de buscar quantificar a importância numérica do método exposto nesta subseção, mostramos na tabela 2.7 uma comparação entre a contagem de estrelas que foram geradas artificialmente em relação à contagem das estrelas observadas. O domínio de magnitude a que estas estrelas pertencem é dado por $V_{sat} \leq V_{555} \leq 24.5$, onde V_{sat} foi extraído da (tabela 2.1). O percentual de estrelas artificiais em relação à amostra completa dá uma idéia do quanto estava incompleta a amostra observada. Apesar de termos usado um limite de $V_{555} = 24.5$ para efetuar estas comparações, não iremos explorar a forma dos CMDs para magnitudes maiores que $V_{555} = 23.0$ para o PC/CEN e $V_{555} = 24.0$ para as WFCs/CEN e o HALF. Isso evita que regiões no CMD dominadas pela incompletude sejam motivo de incerteza na análise dos mesmos.

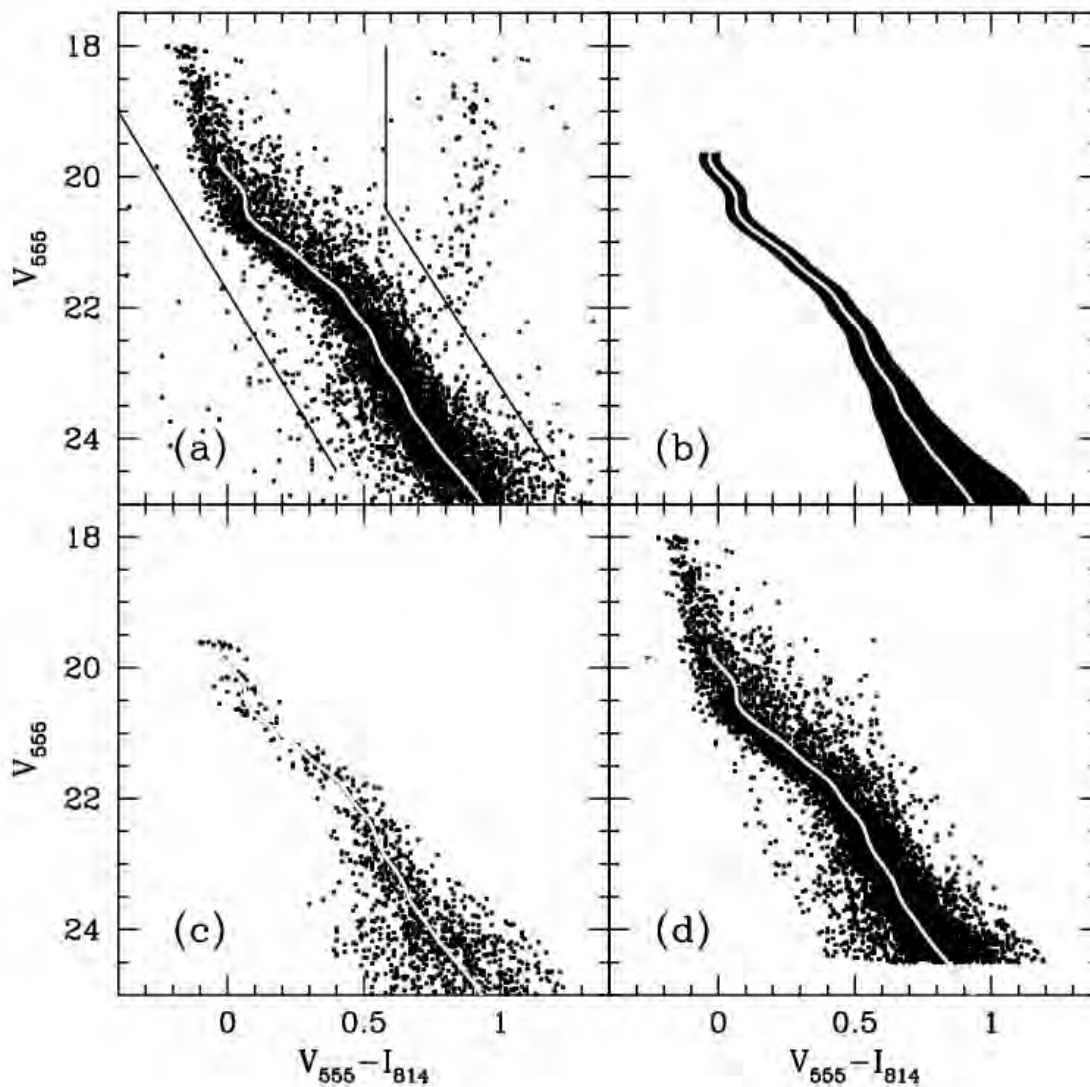


Fig. 2.15: Correção para a incompletude da amostra ON-cluster de NGC 1805. O painel (a) mostra o CMD observado com as linhas pretas demarcando a MS e a linha fiducial mostrada em branco. O painel (b) mostra o alargamento do CMD devido às incertezas fotométricas dentro de $1 \sigma_{cor}$. As estrelas artificiais geradas para dar conta da incompletude da amostra são apresentadas no painel (c). Por fim, o CMD completo é apresentado no painel (d).

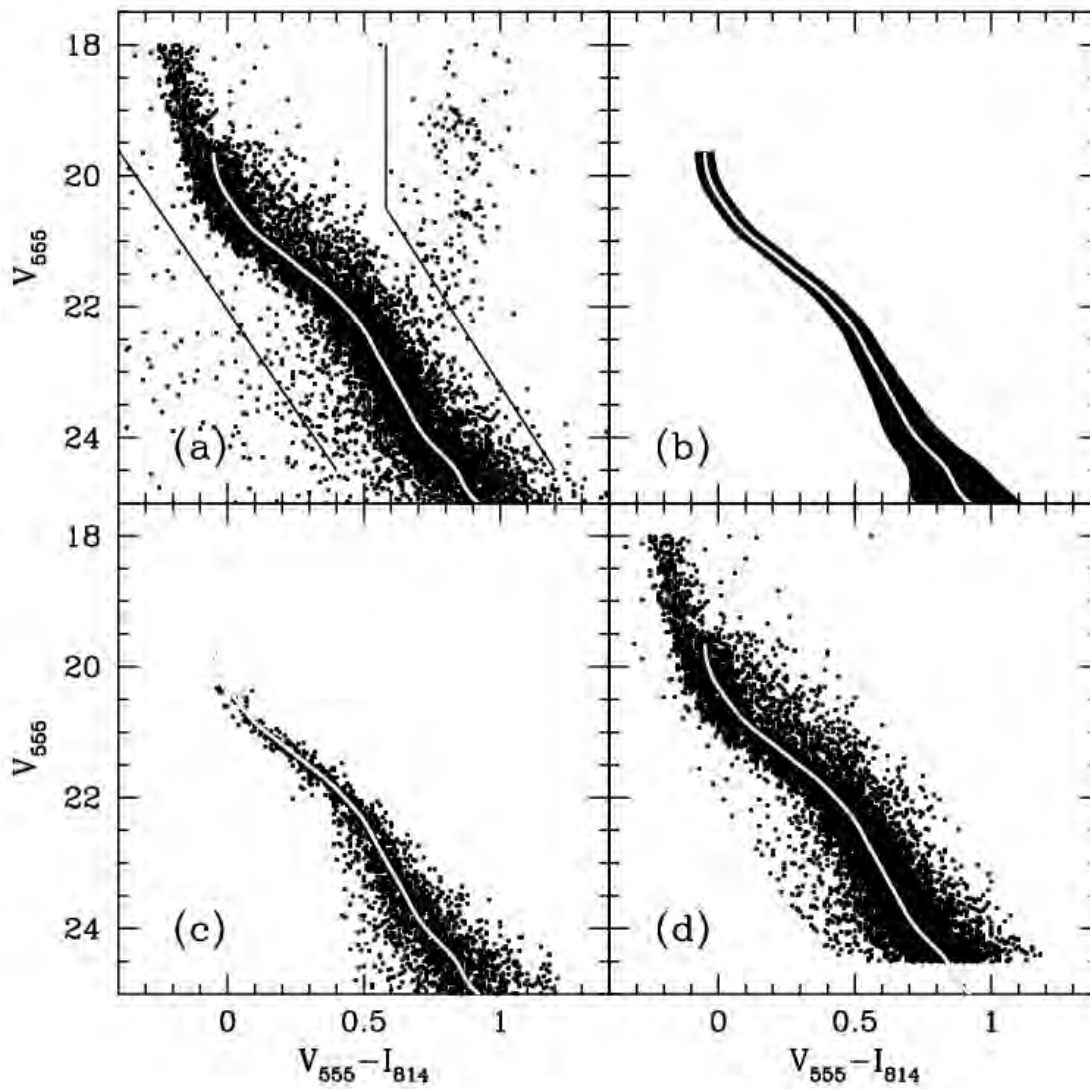


Fig. 2.16: Mesma figura que 2.15, mas para NGC 1818.

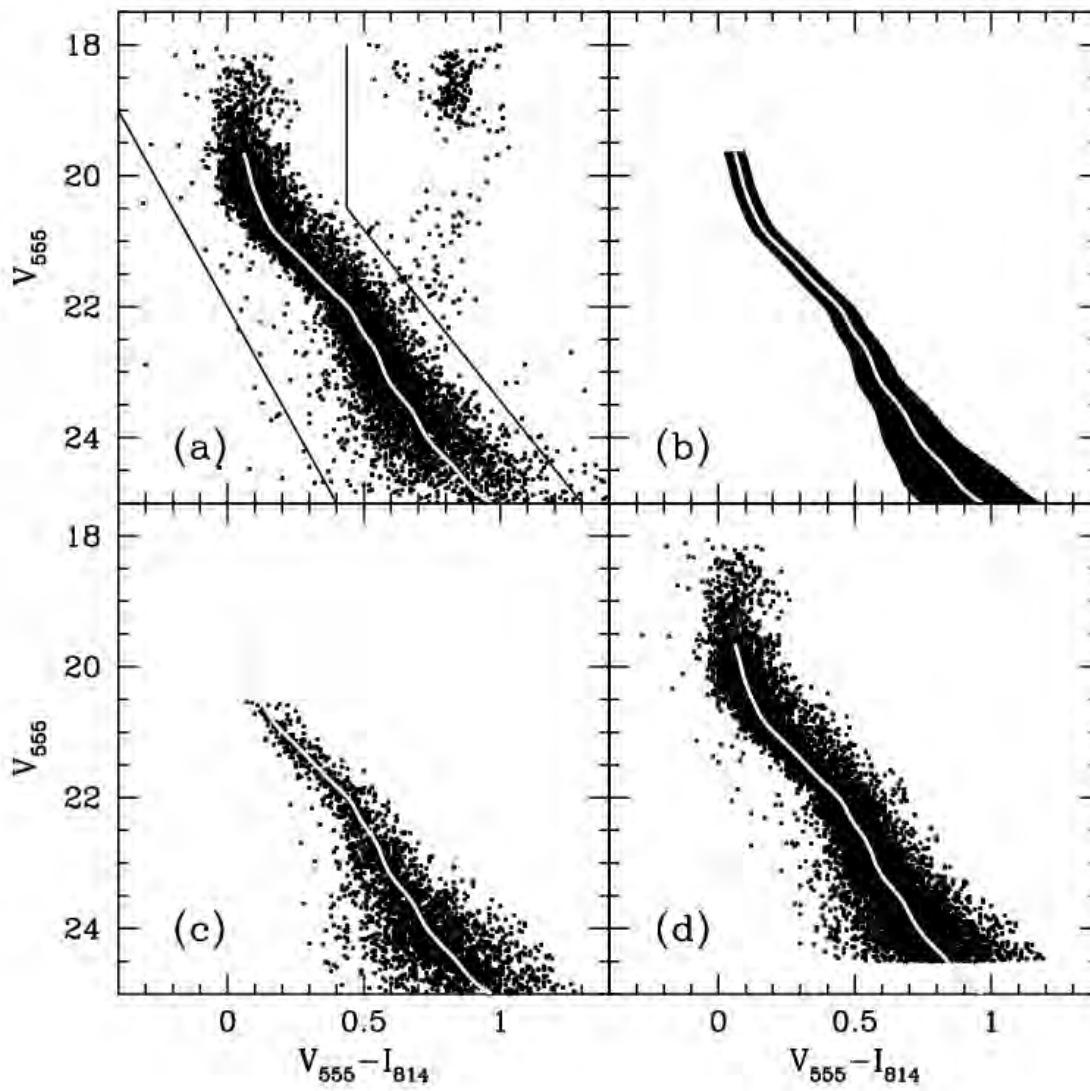


Fig. 2.17: Mesma figura que 2.15, mas para NGC 1831.

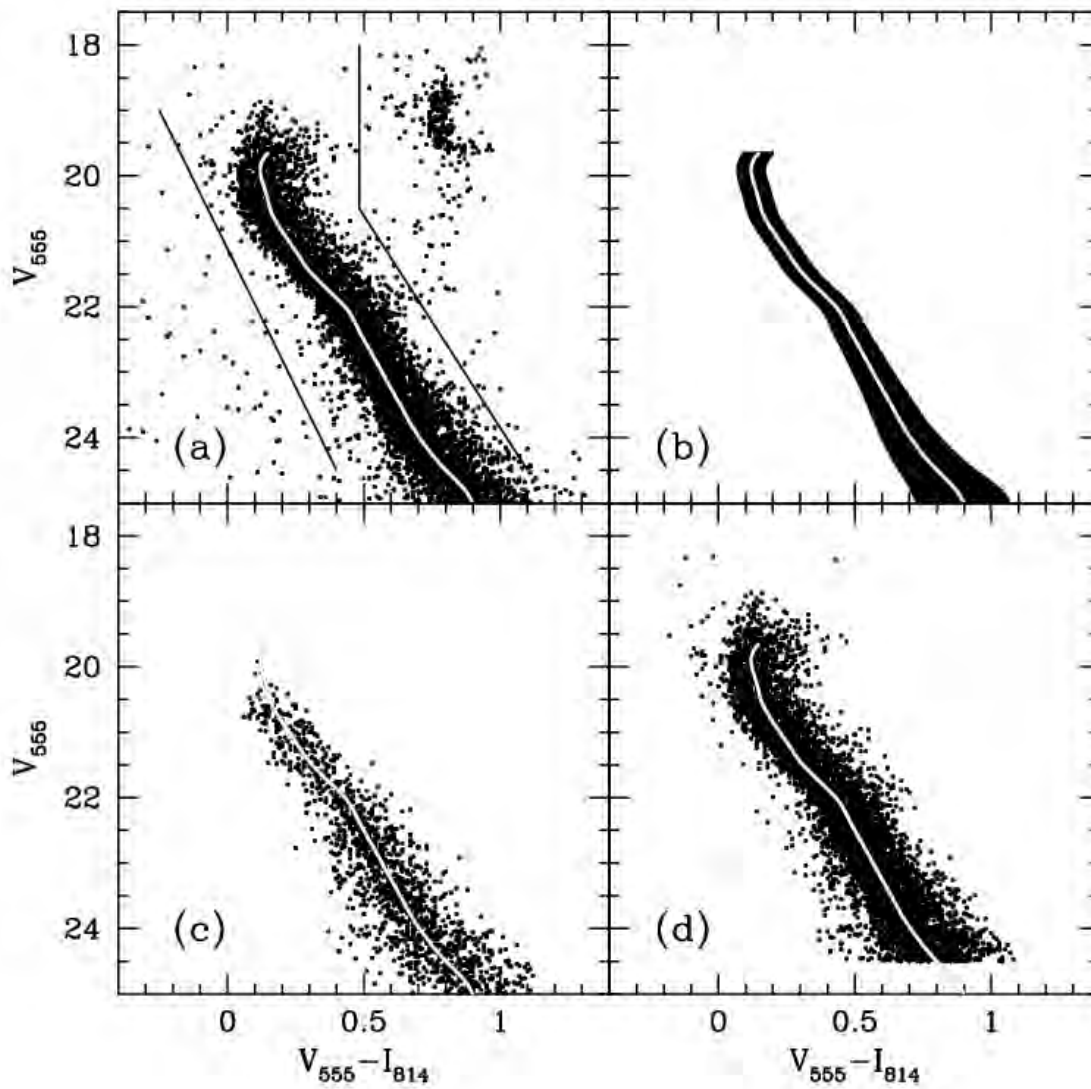


Fig. 2.18: Mesma figura que 2.15, mas para NGC 1868.

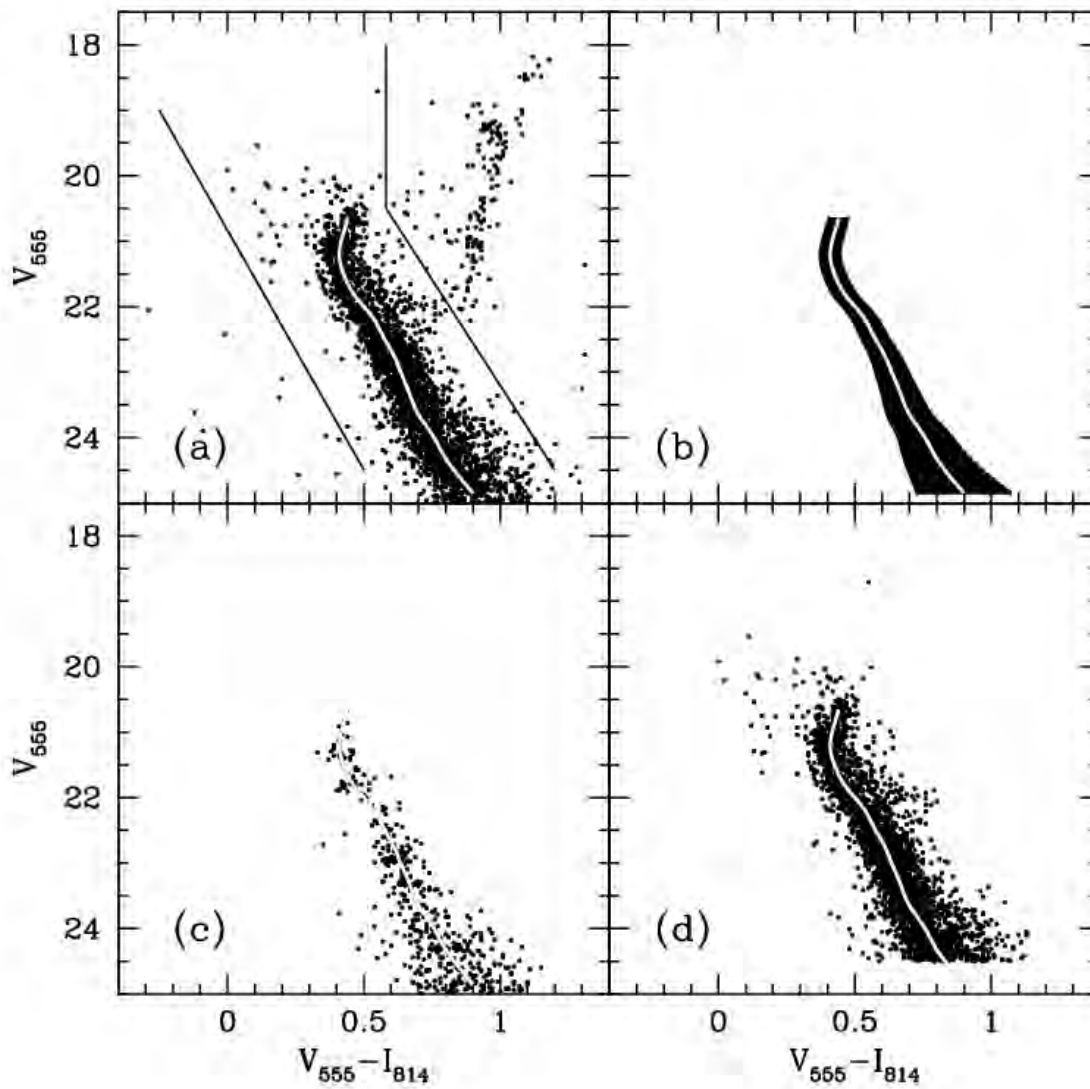


Fig. 2.19: Mesma figura que 2.15, mas para Hodge 14.

2.6.2 Contaminação por estrelas de campo

Para obtermos amostras de estrelas representativas apenas dos aglomerados, aplicamos nas amostras ON-cluster um método de remoção de estrelas de campo. Este método é baseado na hipótese de que as estrelas do OFF-cluster definem as prováveis posições no plano do CMD para as estrelas de campo. Assim, através da comparação dos CMDs ON-cluster e OFF-cluster, pesados pelo ângulo sólido destas duas amostras, buscamos inferir a probabilidade de cada estrela da amostra na direção dos aglomerados ser uma estrela de campo. Como dito anteriormente, foi imprescindível que tivéssemos compatibilizado as amostras ON-cluster e OFF-cluster quanto à completeza e que tivéssemos determinado seus ângulos sólidos. Rigorosamente falando, as duas amostras estão completas dentro do domínio $19.5 \leq V_{555} \leq 24.5$. Entretanto, o fato de haver somente estrelas com $18.0 \leq V_{555} \leq 19.5$ pertencentes à PC do CEN não comprometeu em nada a subtração de estrelas de campo, já que tais estrelas estão restritas à região central do aglomerado e portanto são suas prováveis membras.

Como nosso interesse se concentrou na MS dos aglomerados, a primeira parte da remoção de estrelas de campo já havia sido feita quando aplicamos cortes de objetos não pertencentes à MS. Estes cortes, mostrados no painel (a) das figuras 2.15-2.19 removeram o ramo de subgi-gantes e gigantes, que (exceto para Hodge 14) pertencem exclusivamente ao campo, objetos espúrios e o *clump*. Destas estrelas, praticamente só aquelas do *clump* ainda poderiam pertencer ao aglomerado, entretanto não foram objeto de estudo do presente trabalho. Para colocar as amostras em pé de igualdade, aplicamos nas amostras OFF-cluster estes mesmo cortes no CMD.

Uma vez definido que a região no CMD a ser comparada é a MS do aglomerado, partimos para a comparação dos CMDs do ON-cluster com os CMDs do OFF-cluster respeitando a distribuição espacial das estrelas na direção dos aglomerados. Um procedimento onde a remoção de estrelas de campo não respeite esta distribuição tende a subtrair excessivamente estrelas do centro do sistema, uma vez que ali elas se concentram em número significativo em relação ao total. Porém, sabemos que estas estrelas centrais, por ocuparem um ângulo sólido

pequeno, evidentemente têm também pequenas chances de pertencerem ao campo. Assim, a maneira mais correta que encontramos para contornar este problema foi dividir a amostra ON-cluster em anéis concêntricos ao centro do aglomerado, comparando individualmente o CMD de cada uma dessas regiões espaciais com todo o CMD OFF-cluster, pesando as amostras para os seus respectivos ângulos sólidos. Isso garante que a subtração das estrelas de campo da amostra ON-cluster leve em conta também a informação espacial das estrelas, além da própria informação fotométrica contida na CMD. Para cada aglomerado o tamanho dos anéis foi escolhido de forma a comportar pelo menos 800 estrelas de sua amostra ON-cluster, garantindo comparações entre CMDs estatisticamente seguras.

Sendo assim, dada a posição no CMD da i -ésima estrela do OFF-cluster e considerando-se distribuições gaussianas nas incertezas em magnitude e cor, a probabilidade de que a j -ésima estrela do k -ésimo anel espacial do ON-cluster seja sua equivalente ($p_{i,j,k}$) é dada pela relação

$$p_{i,j,k} \propto \exp \left[-\frac{(V_{555,i} - V_{555,j,k})^2}{2\sigma_V^2} \right] \exp \left[-\frac{(\text{colour}_i - \text{colour}_{j,k})^2}{2\sigma_{\text{colour}}^2} \right] \frac{\Omega_{ON,k}}{\Omega_{OFF}} \quad (2.16)$$

onde colour refere-se à cor $V_{555} - I_{814}$ e σ_V e σ_{colour} às incertezas em V_{555} e cor, respectivamente, da i -ésima estrela do OFF-cluster. A constante de proporcionalidade é calculada levando-se em conta o número de estrelas do ON-cluster do k -ésimo anel ($N_{ON,i,k}$) dentro de uma caixa de ($3\sigma_V \times 3\sigma_{\text{colour}}$) centrada na posição da i -ésima estrela de campo, de tal forma que

$$\sum_{j=1}^{N_{ON,i,k}} p_{i,j,k} = 1 . \quad (2.17)$$

Para estimar a probabilidade da j -ésima estrela do k -ésimo anel do ON-cluster pertencer ao campo ($p_{j,k}$), repetimos este procedimento para as N_{OFF} estrelas do OFF-cluster. Com isso,

$$p_{j,k} = \sum_{i=1}^{N_{OFF}} p_{i,j,k} . \quad (2.18)$$

Percorrendo todos os anéis que cobrem a imagem ON-cluster obtivemos o valor de $p_{j,k}$ para cada estrela da amostra na direção dos aglomerados. Com base neste valor de probabilidade decidimos se a estrela pertence ao campo ou ao aglomerado sorteando um número aleatório X entre 0 e 1 de uma distribuição uniforme e usando os seguintes critérios:

- se $p_{j,k} \geq X$ então a estrela pertence ao campo;
- se $p_{j,k} < X$ então a estrela pertence ao aglomerado.

Com isso, removemos da amostra ON-cluster o conjunto de estrelas consideradas de campo, restando-nos uma amostra final estatisticamente representativa do aglomerado.

A tabela 2.8 quantifica o número de estrelas em cada amostra (com $V_{sat} \leq V_{555} \leq 24.5$) no processo de subtração de estrelas de campo, bem como o número final de estrelas consideradas pertencentes aos aglomerados. Pode-se perceber que as amostras ON-cluster com maior percentual das estrelas de campo eram as de NGC 1805, NGC 1818 e Hodge 14 ($\sim 60\%$). Os outros dois aglomerados (NGC 1831 e NGC 1868), além de terem suas amostras ON-cluster significativamente menos contaminadas pelo campo que os demais ($\sim 20\%$), são também os mais ricos em estrelas.

Ainda nesta tabela é possível constatar que há diferenças da ordem de 5% entre o valor esperado de estrelas de campo na amostra ON-cluster ($N_{OFF}\Omega_{ON}/\Omega_{OFF}$) e o que de fato foi removido (N_{field}). Estas diferenças não caracterizam-se necessariamente como erros no método de subtração de estrelas de campo, o que pode ser explicado pelos seguintes fatores: 1) flutuações estatísticas inerentes a um processo estocástico; 2) o fato de que algumas estrelas no OFF-cluster não encontram nenhuma estrela do ON-cluster dentro da caixa de $3\sigma_V \times 3\sigma_{cor}$;

Cabe lembrar que a ausência de estrelas no HALF com $V_{555} < 19.5$ contribui para que o campo removido seja inferior ao esperado. Porém a análise de CMDs de regiões cobertas pelo HALF está restrita ao intervalo em magnitude onde esta amostra encontra-se completa ($19.5 \leq V_{555} \leq 24.5$).

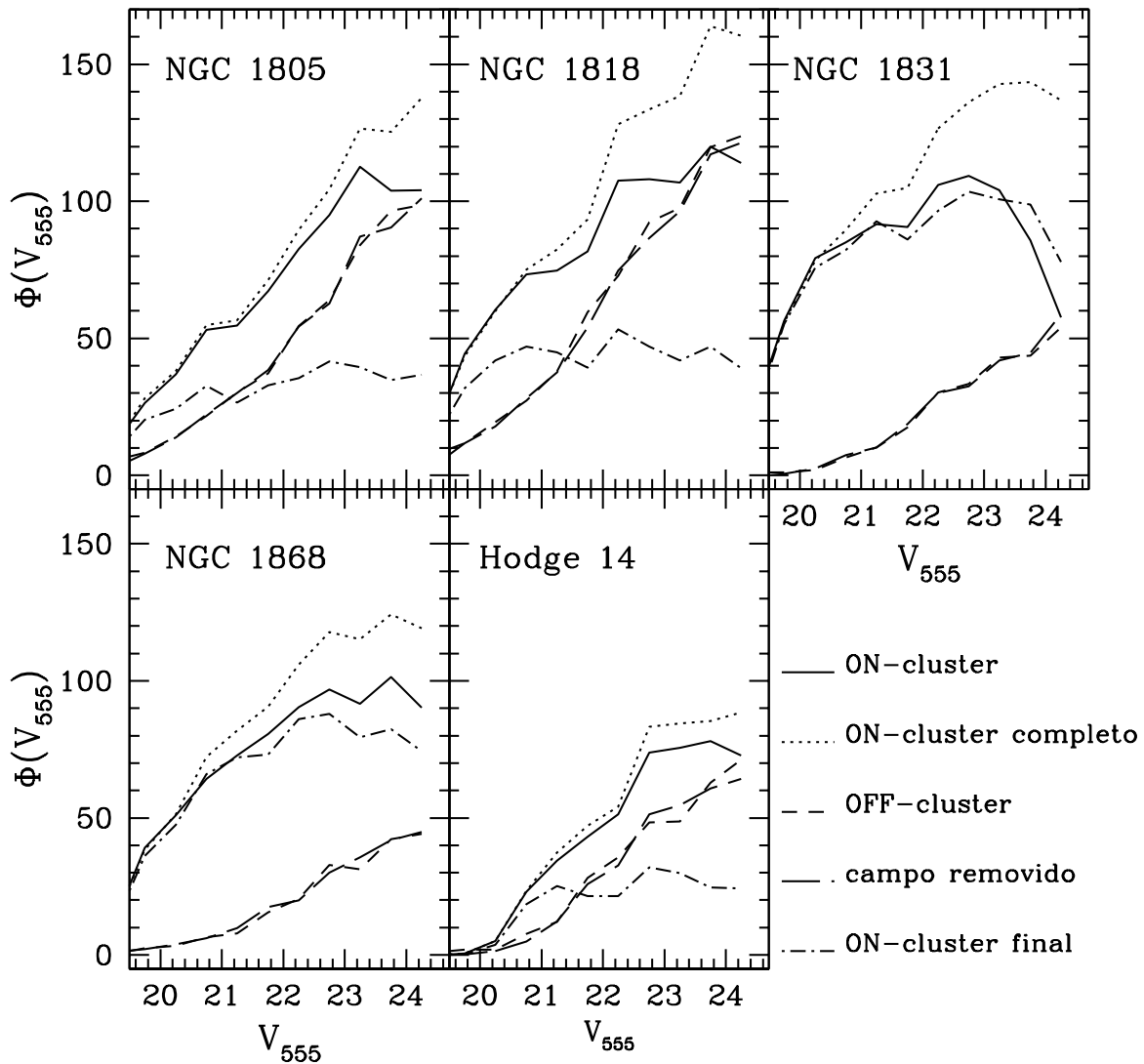


Fig. 2.20: Evolução das funções de luminosidade em V_{555} ao longo do tratamento para efeitos de seleção. A legenda das linhas é mostrada no canto inferior direito da figura.

A evolução da função de luminosidade (LF) em V_{555} ($\Phi(V_{555})$) ao longo de todo o tratamento para efeitos de seleção é mostrada na figura 2.20 para todos os aglomerados. É possível perceber que a LF do OFF-cluster coincide muito bem com a LF das estrelas de campo do ON-cluster, o que atesta que nosso método de subtração de estrelas de campo identificou corretamente uma distribuição em luminosidade fiel à da amostra de controle.

As figuras 2.21-2.25 mostram os CMDs ON-cluster e OFF-cluster utilizados no processo de subtração de estrelas de campo (painéis (a) e (b), respectivamente), bem como os CMDs de campo e do aglomerado resultantes deste processo (painéis (c) e (d), respectivamente). É visível em cada figura que o CMD das estrelas de campo removidas do ON-cluster (painel (c)) assemelha-se satisfatoriamente com o CMD OFF-cluster (painel (b)). O CMD ON-cluster final (painel (d)) constitui-se na distribuição bidimensional de pontos que buscamos modelar (Cap. 3), já que é através dela que manifestam-se características físicas inerentes ao aglomerado, como sua idade, metalicidade, avermelhamento, Função de Massa do Presente (PDMF) e binarismo não resolvido.

Por fim, os resultados da remoção de estrelas de campo em termos de distribuição espacial são apresentados nas figuras 2.26-2.30. Pode-se notar nos painéis (a), (b) e (c) de cada figura a posição no céu das estrelas da amostra ON-cluster (dentro do arranjo CEN e HALF) ao longo do tratamento de subtração do campo (os CMDs correspondentes a estes painéis foram mostrados, respectivamente, nos painéis (a), (c) e (d) da série anterior de figuras). A estrutura do aglomerado é claramente realçada na amostra ON-cluster final (painel (c)), uma vez que tal amostra é composta pelas estrelas consideradas suas prováveis membras. A evolução da distribuição espacial dentro do processo de descontaminação da amostra ON-cluster é apresentada de forma mais quantitativa no painel (d), onde são mostrados os perfis de densidade superficial.

É interessante verificar através destas figuras que nossa amostra de aglomerados é também diversificada no que concerne à distribuição espacial das estrelas. A tabela 2.9 apresenta os valores da densidade superficial central de estrelas (ρ_0 , tomadas dentro de $R \leq 5 \text{ arcsec}$) da amostra final corrigida para todos os efeitos de seleção, bem como os valores do raio externo (R_{ext} , distância ao centro do aglomerado onde $\rho(R) < 0.05 \text{ estrelas/arcsec}^2$).

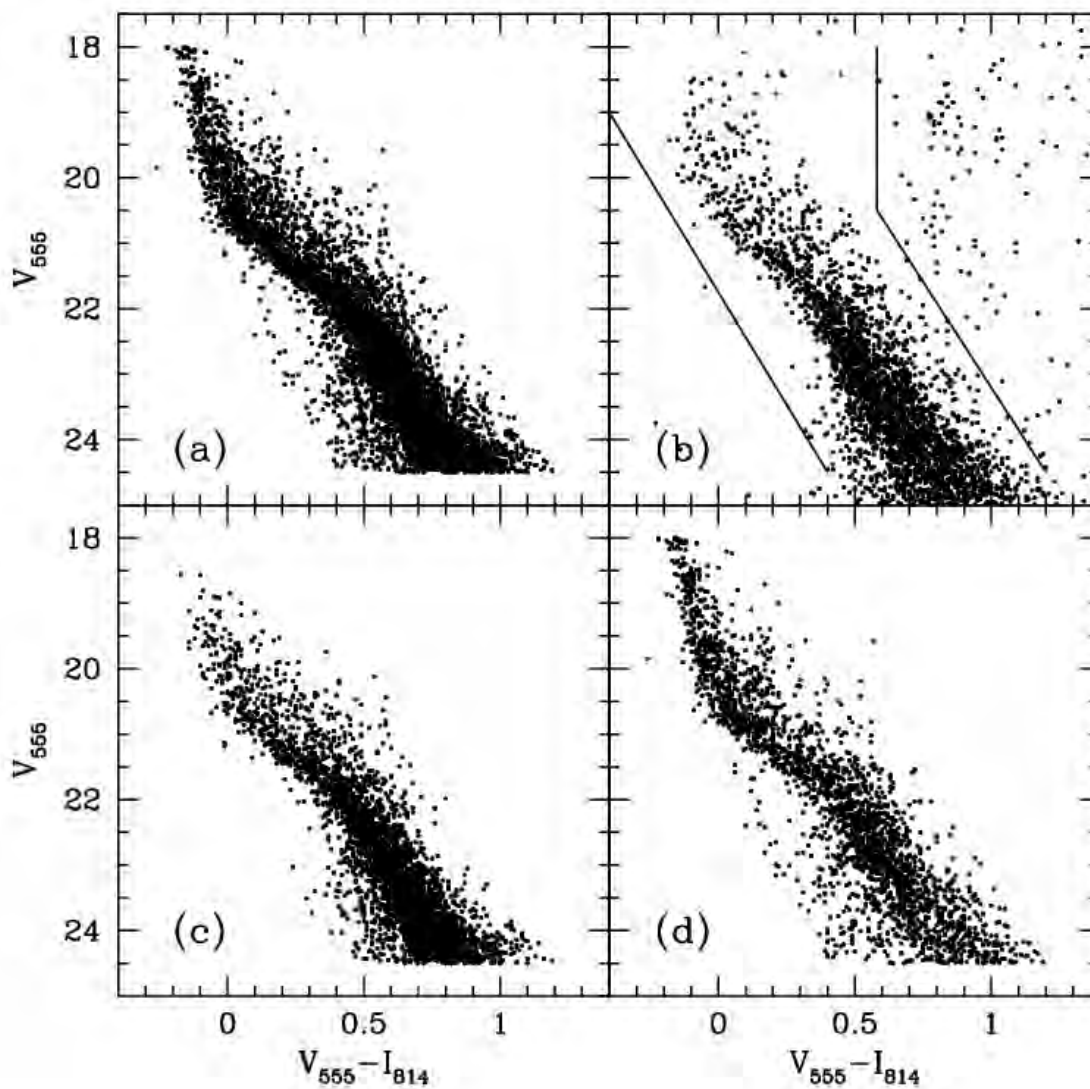


Fig. 2.21: CMDs ao longo do processo de subtração de estrelas de campo na direção do aglomerado NGC 1805. O painel (a) mostra a MS da amostra ON-cluster completa. O painel (b) apresenta o CMD do OFF-cluster, onde as linhas sólidas definem a região da MS do aglomerado. O CMD da amostra de estrelas do ON-cluster considerada de campo é apresentada no painel (c). Por fim, o CMD da amostra final do ON-cluster, representativo somente do aglomerado, é mostrado no painel (d).

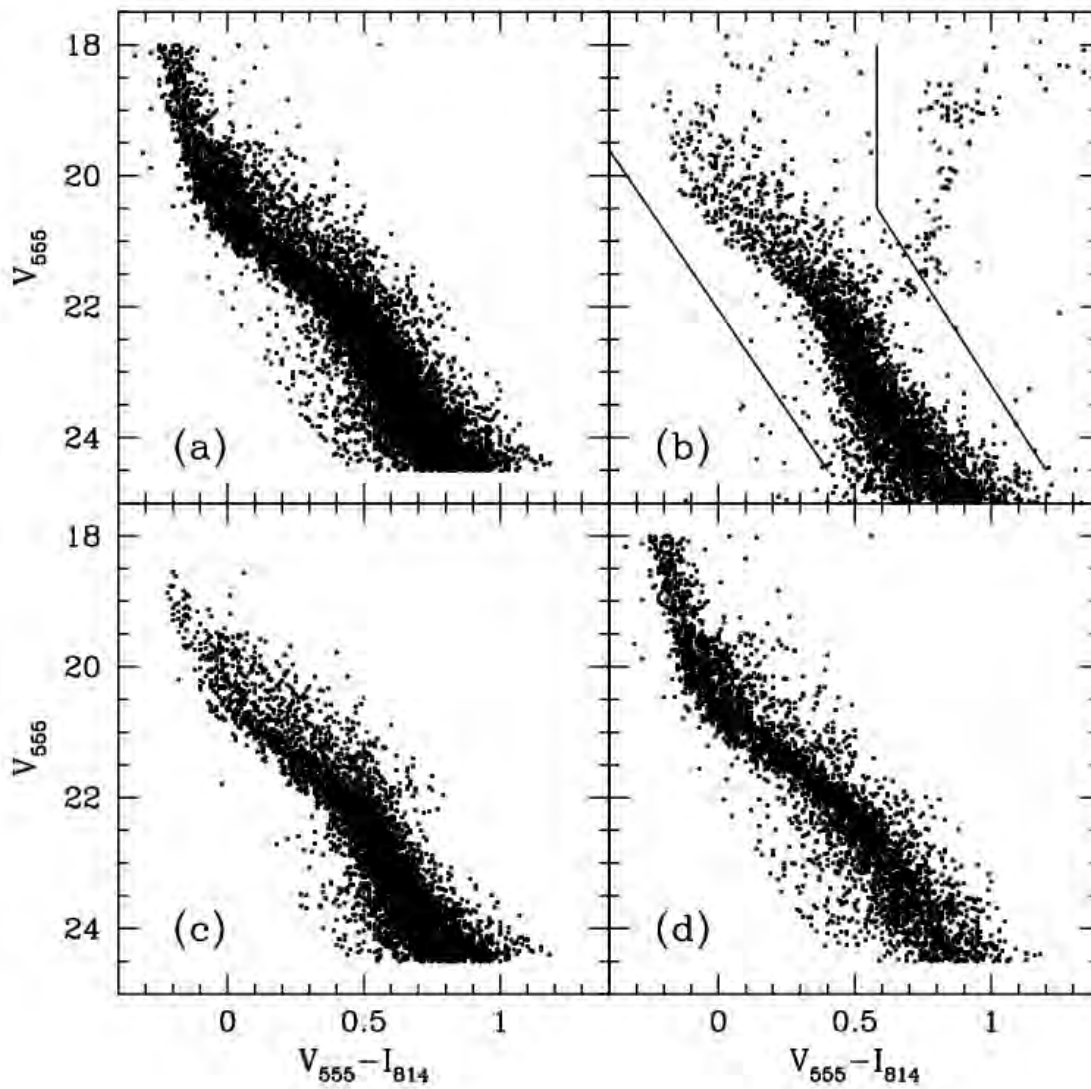


Fig. 2.22: Mesma figura que 2.21, mas para NGC 1818.

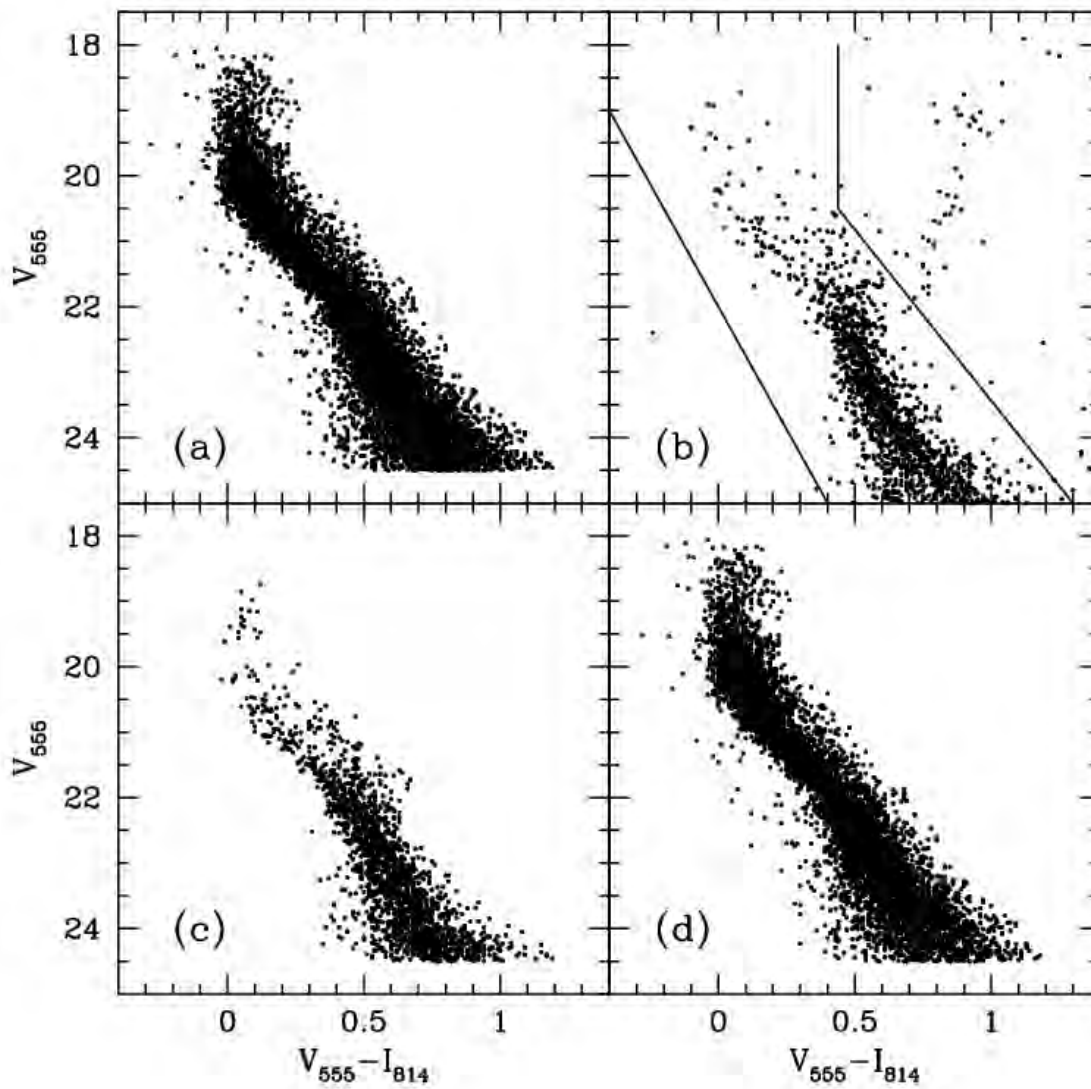


Fig. 2.23: Mesma figura que 2.21, mas para NGC 1831.

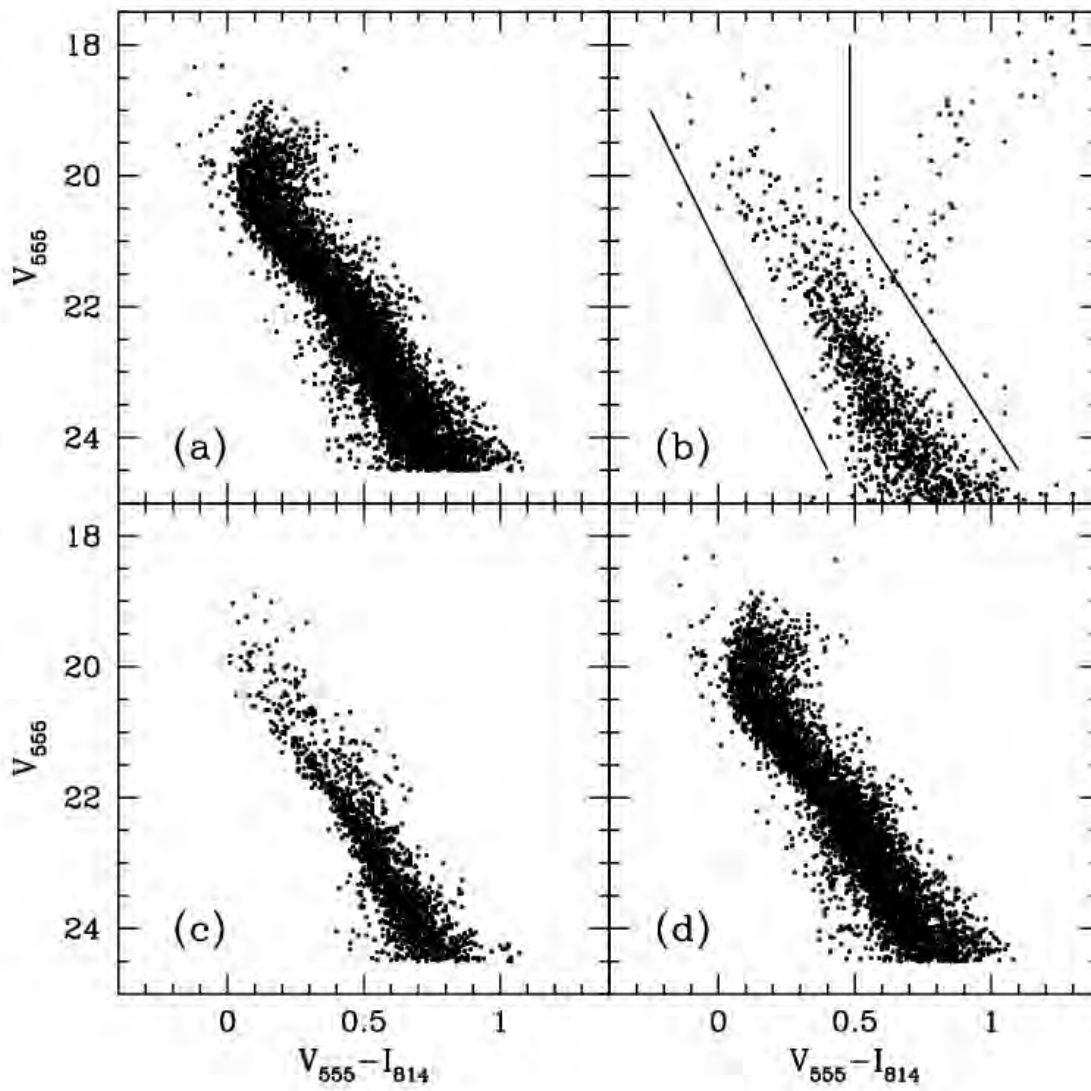


Fig. 2.24: Mesma figura que 2.21, mas para NGC 1868.

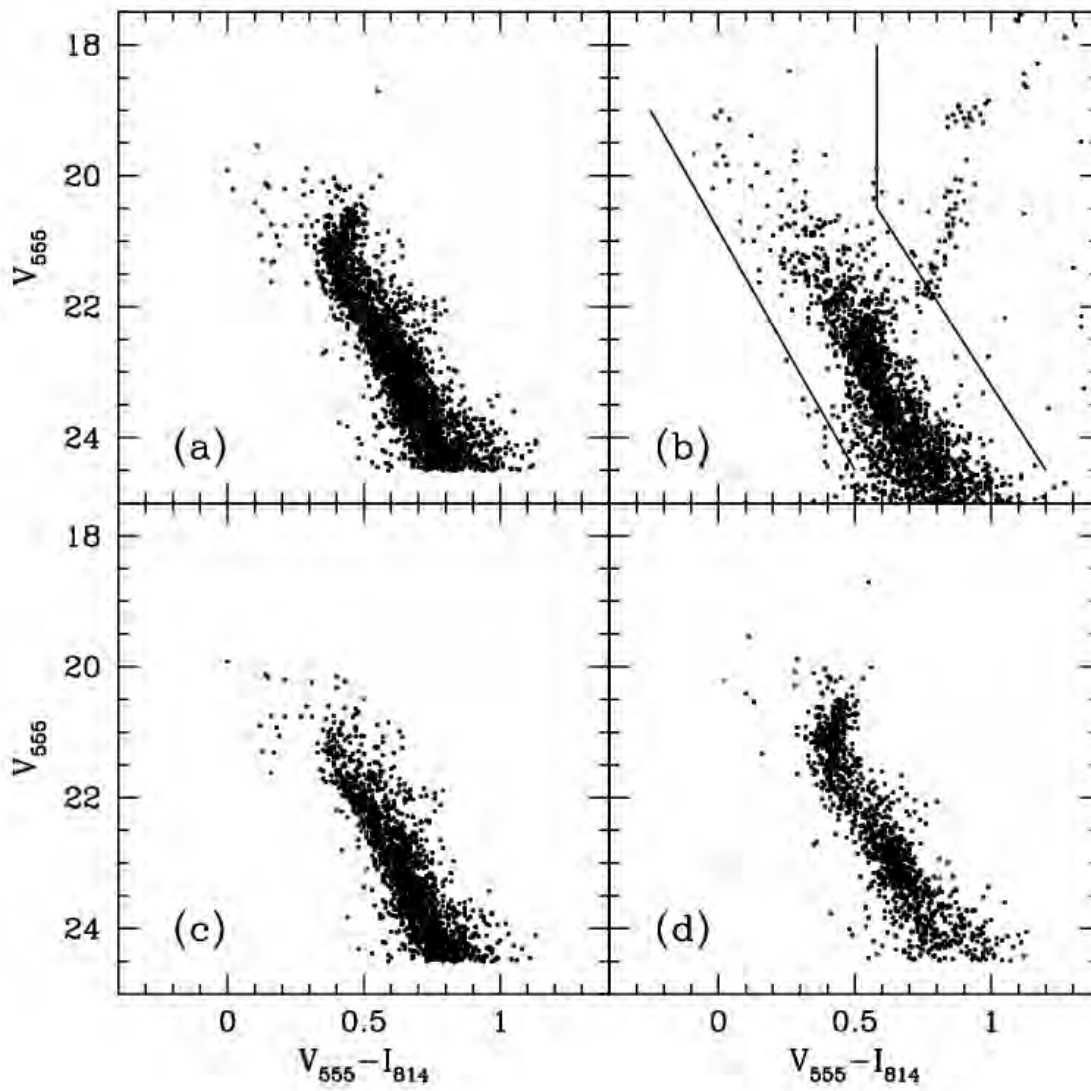


Fig. 2.25: Mesma figura que 2.21, mas para Hodge 14.

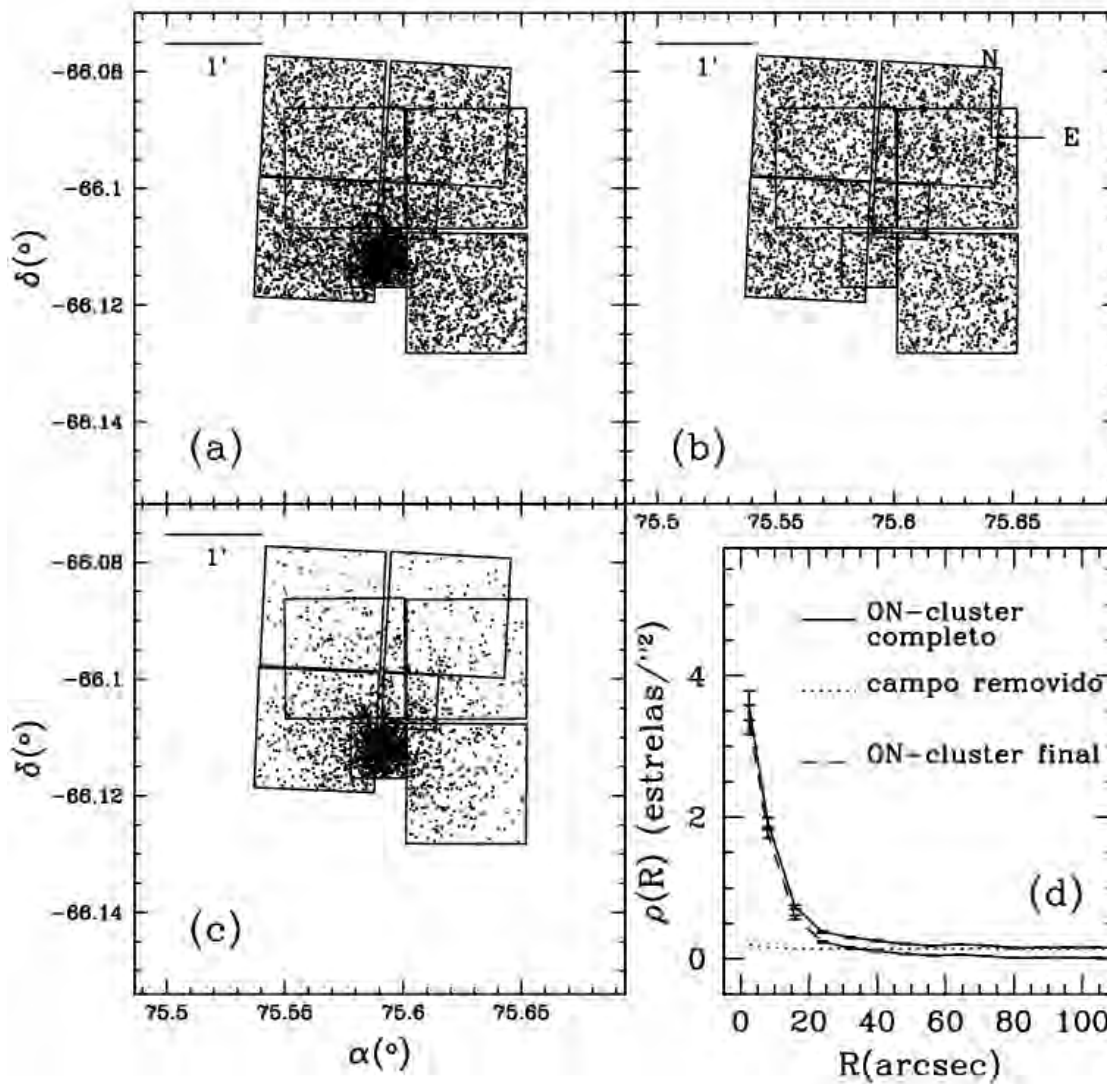


Fig. 2.26: Posição no plano do céu e perfil de densidade superficial de estrelas na direção do aglomerado NGC 1805 ao longo do processo de subtração de estrelas de campo. Os painéis (a) e (b) mostram, respectivamente, a posição das estrelas no plano do céu para a amostra ON-cluster completa e para as estrelas consideradas de campo e removidas. O mesmo é feito no painel (c) para as estrelas que sobraram do processo de subtração do campo, que constituem a amostra final ON-cluster considerada representativa apenas do aglomerado. A densidade superficial destas 3 amostras é apresentada no painel (d) juntamente com a legenda que as identifica.

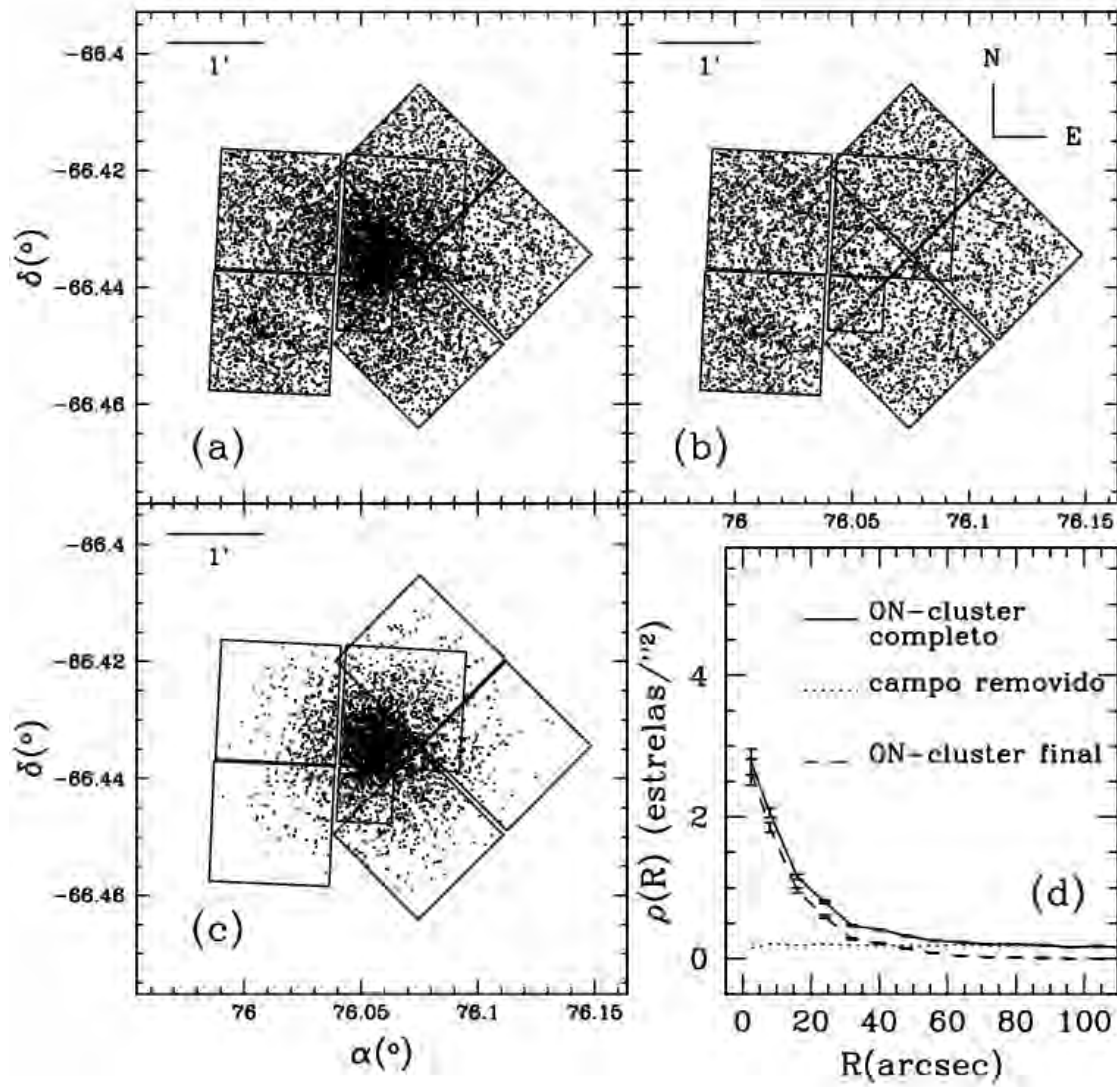


Fig. 2.27: Mesma figura que 2.26, mas para NGC 1818.

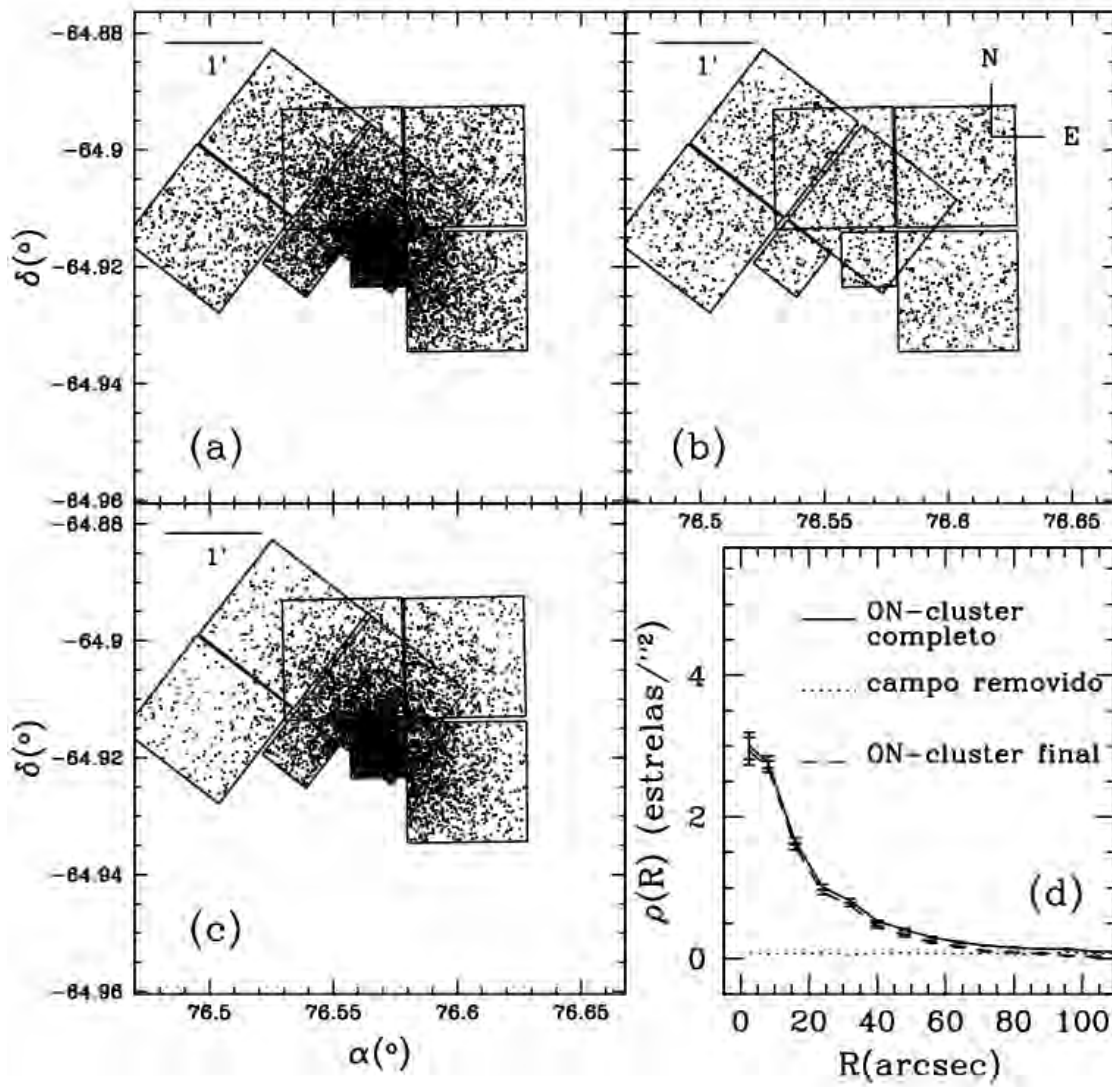


Fig. 2.28: Mesma figura que 2.26, mas para NGC 1831.

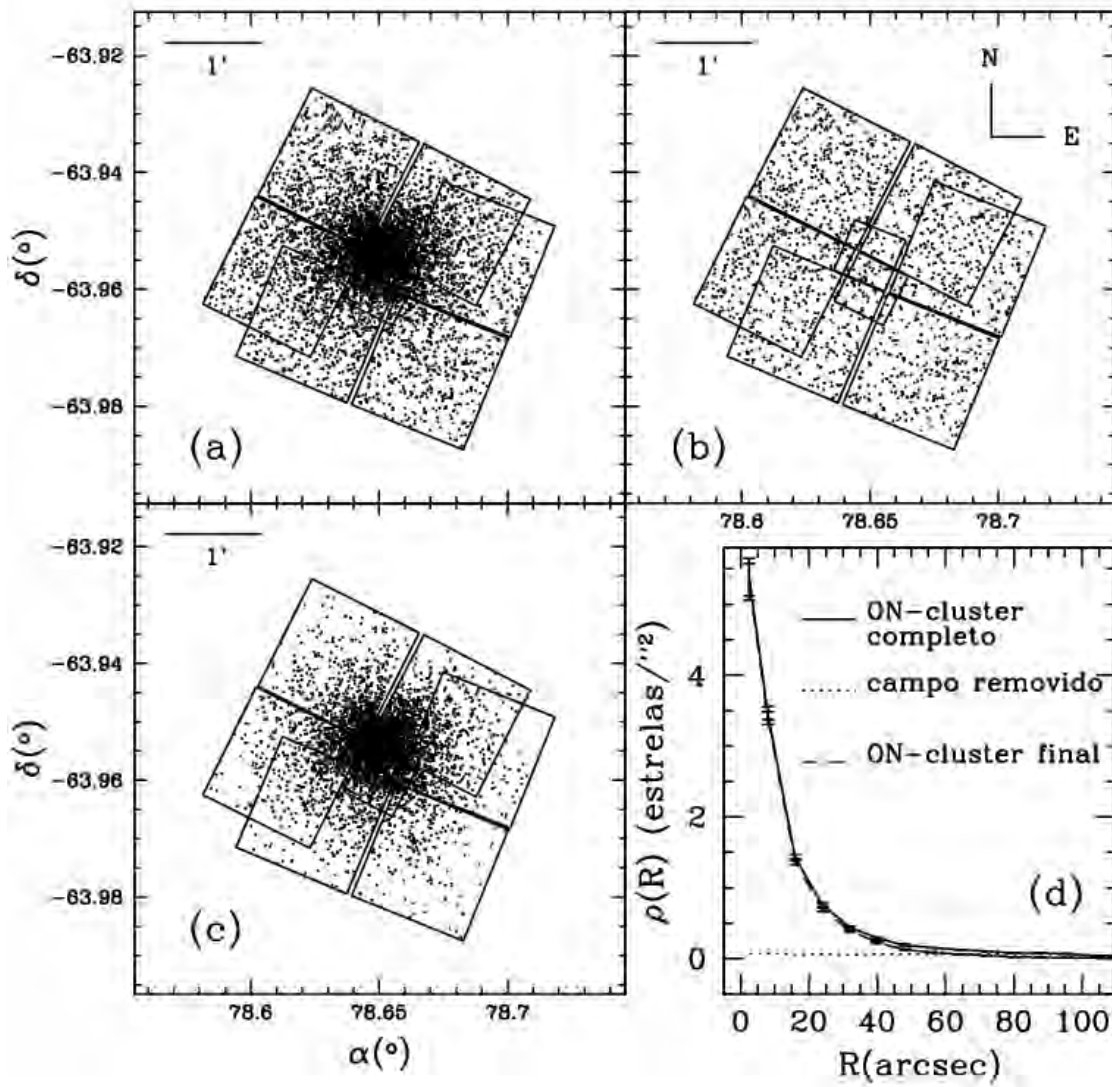


Fig. 2.29: Mesma figura que 2.26, mas para NGC 1868.

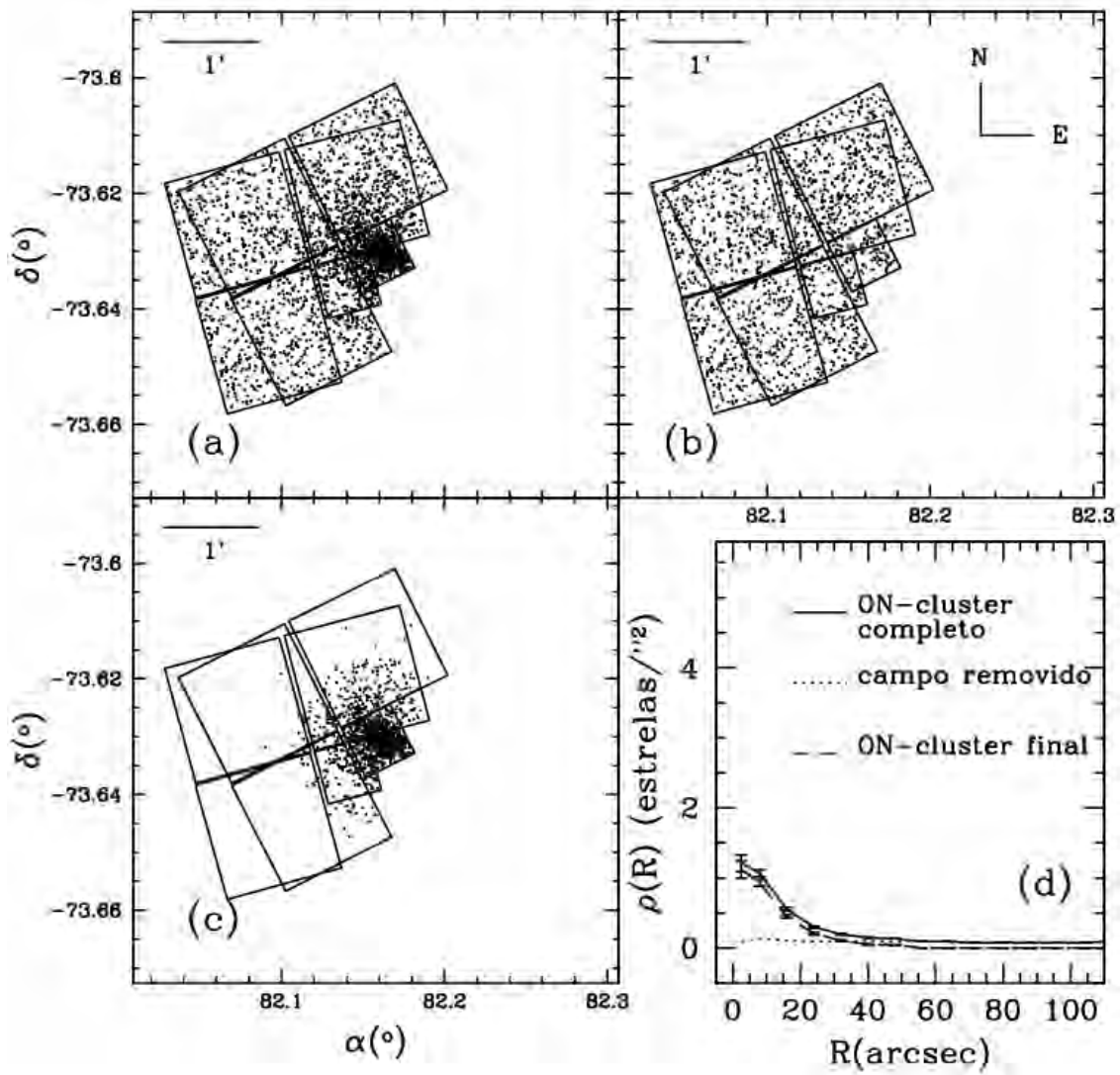


Fig. 2.30: Mesma figura que 2.26, mas para Hodge 14.

Aglomerado	amostra	# observado	# artificial	# completo	percentual (%)
NGC 1805	PC/CEN	1164	307	1471	20.9
	WFCs/CEN	1295	19	1314	1.4
	HALF	3088	477	3565	13.4
	ON-cluster	5547	803	6350	12.6
NGC 1818	PC/CEN	1240	470	1710	27.5
	WFCs/CEN	2056	85	2141	4.0
	HALF	4462	1082	5544	19.5
	ON-cluster	7758	1637	9395	17.4
NGC 1831	PC/CEN	1830	573	2403	23.8
	WFCs/CEN	1790	20	1810	1.1
	HALF	3345	1436	4881	29.4
	ON-cluster	7065	2029	9094	22.3
NGC 1868	PC/CEN	1881	722	2603	27.7
	WFCs/CEN	984	36	1020	3.5
	HALF	3292	445	3737	11.9
	ON-cluster	6157	1203	7360	16.3
Hodge 14	PC/CEN	761	114	875	13.0
	WFCs/CEN	269	10	279	3.6
	HALF	1696	183	1879	9.7
	ON-cluster	2726	307	3033	10.2

Tab. 2.7: Número de estrelas na MS observadas e artificiais oriundas da correção para a incompletudeza em comparação com a amostra completa. A coluna (2) indica a amostra considerada. As colunas (3) e (4) apresentam, respectivamente, a contagem de estrelas observadas e artificiais. A soma destas duas contagens constitui a amostra completa, cuja contagem é apresentada na coluna (5). Todas estas estrelas possuem $V_{sat} \leq V_{555} \leq 24.5$, com V_{sat} extraído da tabela 2.1 para cada imagem. O percentual de estrelas artificiais em relação ao total é mostrado na coluna (6).

Aglomerado	N_{ON}	N_{OFF}	$N_{OFF} \frac{\Omega_{ON}}{\Omega_{OFF}}$	N_{field}	percentual (%)	final
NGC 1805	6350	2460	3828	3786	59.6	2564
NGC 1818	9395	3198	5653	5466	58.2	3929
NGC 1831	9094	1159	1916	1958	21.5	7136
NGC 1868	7360	990	1651	1685	22.9	5675
Hodge 14	3033	1651	2073	1837	60.6	1196

Tab. 2.8: Número de estrelas na MS ao longo do processo de remoção de estrelas de campo. A coluna (2) apresenta o número de estrelas para a amostra ON-cluster completa. O número de estrelas do OFF-cluster e o esperado para o campo na direção do aglomerado são apresentados nas colunas (3) e (4), respectivamente. A coluna (5) mostra o número de estrelas consideradas de campo removidas do ON-cluster. O percentual deste valor em relação à coluna (2) é apresentado na coluna (6). Por fim, a coluna (7) mostra o número de estrelas da amostra final do ON-cluster considerada como representativa do aglomerado.

Aglomerado	ρ_0 (estrelas/arcsec ²)	R_{ext} (arcsec)
NGC 1805	3.37	55
NGC 1818	2.64	60
NGC 1831	2.93	90
NGC 1868	5.32	70
Hodge 14	1.12	40

Tab. 2.9: Determinação da densidade superficial central (coluna (2)) e raio externo (coluna (3)) para cada aglomerado de nossa amostra. A contagem de estrelas ficou restrita ao intervalo $V_{sat} \leq V_{555} \leq 24.5$, com V_{sat} extraído da tabela 2.1.

Capítulo 3

Modelamento de CMDs

O resultado final de nossas observações para cada aglomerado é o CMD de sua MS completa, ou seja, com a amostra corrigida para a incompleta fotométrica e para a contaminação por estrelas de campo. Para acessar o máximo de informações físicas que estão contidas nesta distribuição bidimensional de pontos (cor vs. magnitude) buscamos estabelecer um método de modelamento de CMDs capaz de gerar uma MS completa de população única, tal como ela seria observada sob as mesmas condições de observação de nossa amostra. Isto é, o modelamento buscou reproduzir da maneira mais verossímil possível as características das MS observadas, o que, somado a métodos objetivos de comparação entre modelo e observação (Cap. 4), permite potencialmente obtermos simultaneamente informações sobre idade (τ), metalicidade (Z), distância, avermelhamento ($E(B-V)$), Função de Massa do Presente (PDMF - $\xi(m)$) e binarismo não resolvido.

3.1 Modelos de Interior e Evolução Estelar

No contexto do presente trabalho, população única de estrelas significa uma amostra estelar que se formou em um mesmo surto dentro de uma mesma nuvem de gás e poeira. Dessa forma, um aglomerado estelar pode ser muito bem caracterizado por uma população única com estrelas de mesma idade (τ) e metalicidade (Z), cuja distribuição no plano do CMD teórico (Magnitude absoluta vs. cor intrínseca - M_{555} vs. $M_{555} - M_{814}$) e a relação massa-luminosidade (m vs. M_{555} e m vs. M_{814}) é fornecida por uma isócrona. Utilizamos no pre-

sente trabalho a grade de isócronas de Girardi et al. (2000) [34], escolhida pela confiabilidade de seus modelos e por apresentar valores de magnitude no sistema vegamag HST/WFPC2 que cobrem os domínios observados em magnitude absoluta ($0.0 \lesssim M_{555} \lesssim 6.0$) e massa ($0.80 \lesssim m/m_{\odot} \lesssim 2.5$) (figura 3.1).

Pode-se perceber na figura 3.1 a posição da MS no CMD e sua dependência com a metalicidade. Via de regra, para uma magnitude absoluta fixa, quanto mais rica em metais é uma estrela mais vermelha ela é, o que se deve ao efeito das linhas de absorção dos próprios elementos metálicos (velamento por linhas). Uma estrela passa cerca de 3/4 de sua vida nesta fase, onde a fonte de energia é a conversão de H em He em seu núcleo. Embora esta fração varie com a massa (Binney & Merrifield (1998) [17]), a longa duração da MS explica porque esta região no CMD é a mais povoada. Ainda em relação ao tempo de vida na MS, quanto mais massiva e mais pobre em metais for uma estrela, maior será seu brilho e mais rápido ela consumirá seu combustível de H, sobrevivendo portanto menos tempo nesta fase. Em um aglomerado, isso têm implicações práticas: tendo todas as estrelas a mesma idade e metalicidade, a posição da estrela mais massiva dentro da MS pode ser usada para determinar a idade do sistema. Esta posição, que é a mais azul da MS, é conhecida como ponto de turn-off (TO) e marca a saída desta fase de sua estrela mais massiva. Os painéis (a) e (b) da figura 3.1 ilustram a dependência da posição TO com metalicidade e com a idade, respectivamente. Infelizmente em um aglomerado real o ponto de TO não é tão facilmente identificado devido ao espalhamento no CMD nesta região, o que pode ser devido a propriedades intrínsecas das estrelas (estrelas peculiares, rotação, etc) ou efeitos de observação (binarismo não resolvido, incertezas fotométricas, etc).

Está além dos objetivos do nosso trabalho apresentar em detalhes as bases da teoria de interiores e de evolução estelar em que se apóia a construção de isócronas. Tais teorias, consideradas como um dos maiores triunfos da astrofísica do século XX, foram montadas para serem capazes de prever a Luminosidade bolométrica (L_{bol}) e Temperatura efetiva (T_{eff}) de uma estrela ao longo de sua vida, o que é representado no consagrado diagrama teórico Hertzsprung-Russel (HR). A evolução de uma estrela dentro do diagrama HR de-

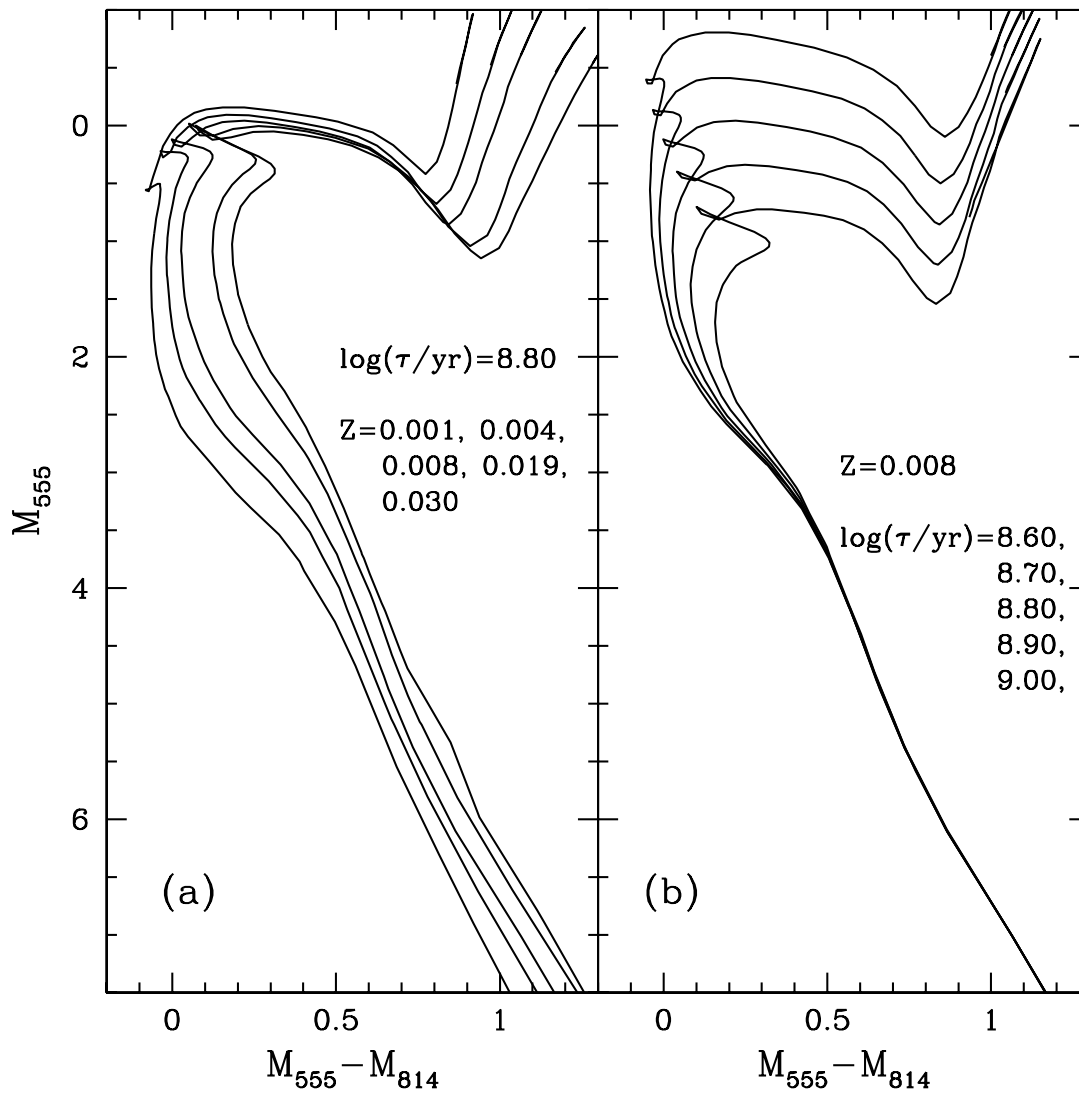


Fig. 3.1: Isócronas no plano do CMD teórico. O painel (a) mostra o comportamento em função da metalicidade (Z) e o painel (b) em função da idade (τ). Os valores adotados para estas grandezas estão indicados nos próprios painéis, sendo que no painel (a) o valor de Z cresce da esquerda para a direita (azul para o vermelho) e no painel (b) τ cresce de cima para baixo (brilhante para tênue).

pende essencialmente das condições iniciais de massa e composição química (teorema de Vogt-Russel). Como existe uma relação entre Luminosidade e Magnitude absoluta e entre Temperatura Efetiva e cor intrínseca, é possível transportar os resultados teóricos no diagrama HR para o plano observacional do CMD, permitindo então testá-los ou, como no nosso caso, usá-los para obter informações físicas de um sistema estelar.

Para entendermos algumas dificuldades da teoria, cabe destacar, mesmo que superficialmente, as bases físicas que fornecem o seu suporte. Qualquer teoria de evolução e interiores estelares resolve simultaneamente as seguintes equações diferenciais:

$$\frac{dP_r}{dr} \quad (\text{Equilíbrio Hidrostático}) \quad (3.1)$$

$$\frac{dM_r}{dr} \quad (\text{Continuidade da Massa}) \quad (3.2)$$

$$\frac{dL_r}{dr} \quad (\text{Conservação de Energia}) \quad (3.3)$$

$$\frac{dT_r}{dr} \quad (\text{Transporte de Energia}) \quad (3.4)$$

auxiliadas pela equação de estado do gás, de opacidade e de geração de energia, onde P_r , M_r , L_r e T_r referem-se, respectivamente, à pressão, massa, luminosidade e temperatura entre $r, r + dr$, sendo r a distância a partir do centro da estrela. A dependência temporal está contida essencialmente na equação que governa a geração de energia, já que as fontes de energia de uma estrela (que são reações de fusão nuclear) são alteradas ao longo de sua vida pelo próprio consumo de combustível e pelo surgimento de novas reações.

Uma das principais incertezas destas teorias é a convecção estelar (Binney & Merrifield (1998) [17], Barmina et al. (2002) [5]), cujo modelamento sofre de uma série de simplificações e arbitrariedades oriundas da dificuldade de se entender este processo físico em sistemas com mais de uma dimensão. Diferentes tratamentos para a convecção dentro de um modelo alteram as previsões de idade e posição no CMD de uma estrela. Na prática os

modelos buscam adequar-se a *posteriori*, reajustando-se a vínculos impostos pela observação utilizando a convecção como se fosse um parâmetro livre. Felizmente estas incertezas não causam problemas maiores para nossas análises da MS, uma vez que suas maiores implicações estão restritas às estrelas com mais de $5 m_{\odot}$ que estão saindo da MS ou que já se encontram em fases de pós-MS (Testa et al. (1999) [80], Barmina et al. (2002) [5]).

Ainda no regime de altas massas, a rotação estelar configura-se em uma outra fonte de incerteza dentro das teorias (Maeder & Meynet (2000) [58]). Isso ocorre porque a rotação quebra a simetria esférica de uma estrela, alterando a equação de equilíbrio hidrostático e gerando um gradiente polar de temperatura. Consequentemente o tempo de vida de uma estrela é modificado, bem como seu brilho e cor observados. Estes dois últimos ainda têm o complicador de tornarem-se dependentes da orientação do seu eixo de rotação em relação à linha de visada (ângulo i). Como não há observações diretas de discos de estrelas de alta massa, as teorias que envolvem rotação encontram uma dificuldade observacional para serem testadas. Dessa forma, o desconhecimento do ângulo (i) de cada estrela faz com que tais testes só possam ser feitos através de análises de caráter probabilístico, que têm por trás de si hipóteses de que o valor de i se dá ao acaso.

No outro extremo do espectro de massas estelares, dentro do regime de baixa massa ($m \lesssim 0.6 m_{\odot}$), existem também incertezas associadas aos modelos. Do ponto de vista teórico isso se deve a três dificuldades principais (Alexander et al. (1997) [2], Baraffe et al. (1998) [4]): a) introduzir corretamente todas as contribuições de absorção presentes na atmosfera de uma estrela fria; b) utilizar uma equação de estado (*Equation of State* - EOS) adequada para o gás; b) modelar as estrelas na pré-MS, antes do início da queima do H em He. Já do lado observacional o principal complicador é obter valores de magnitude confiáveis para estrelas com massas próximas ao limite de queima do hidrogênio ($m \sim 0.08 m_{\odot}$), especialmente dentro do domínio de metalicidade tipicamente solar. Isso ocorre porque tais estrelas encontram-se em etapas dentro da pré-MS que são dificilmente resolvíveis, com sérias implicações para a determinação da massa. Esta incerteza torna-se ainda maior no caso das estrelas que pertencem a regiões de formação estelar, onde o gás e a poeira causam

fortes absorções de luz espacialmente irregulares (Luhman et al. (2000) [57], Okumura et al. (2000) [67]). Este problema, que em observações no óptico apresenta-se muitas vezes como um fator proibitivo, não deixa de estar presente mesmo quando tais regiões são observadas no infravermelho.

Como nossas observações diretas de estrelas estão restritas a massas superiores a $0.8 m_{\odot}$, estas incertezas não prejudicam diretamente nossos resultados. Entretanto, nossos modelos de geração de CMDs permitem que estrelas dentro do domínio de baixa massa estejam presentes como secundárias em binárias não resolvidas, embora a sua influência seja completamente desprezível.

3.2 Algoritmo para modelamento

O algoritmo de geração de CMDs utilizado no presente trabalho foi adaptado de uma versão do código de geração de diagramas HR de D. Valls-Gabaud, gentilmente cedido por ele. Além de implementar o código original para o plano observacional, introduzimos na nossa versão os efeitos das incertezas fotométricas e do binarismo não resolvido. Assim, com o nosso algoritmo a geração de uma MS artificial é feita através dos seguintes passos:

1) A idade (τ) e metalicidade (Z) são dados a partir da escolha de uma isócrona, que fornece a posição no CMD teórico (M_{555} e $(M_{555} - M_{814})$) das estrelas dentro de $0.15 \leq m/m_{\odot} \leq m_{sup}$, onde m_{sup} é o limite superior em massa do aglomerado devido à evolução estelar.

2) Sorteamos uma estrela com massa m a partir da PDMF ($\xi(m)$) adotada. A PDMF segue uma lei de potência ($\xi(m) = \frac{dN}{dm} \sim m^{-\alpha}$) com expoente (inclinação) α como parâmetro livre.

Fazendo-se

$$\int_{0.08 m_{\odot}}^{m_{sup}} \xi(m') dm' = 1 \quad (3.5)$$

a massa m é obtida da relação

$$X = \int_{0.08 m_{\odot}}^m \xi(m') dm', \quad (3.6)$$

onde X é um número aleatório entre 0 e 1 sorteado de uma distribuição uniforme de probabilidades.

3) Através da relação massa-luminosidade (m vs. M_{555} e m vs. M_{814}) da isócrona escolhida, obtemos a magnitude absoluta (M_{555}) e cor intrínseca ($M_{555} - M_{814}$) da estrela sorteada de massa m .

4) A escolha de uma companheira para esta estrela foi feita baseada na valor adotado da fração de binárias (f_{bin}). Esta fração é definida como

$$f_{bin} = \frac{N_{bin}}{N_{sing} + N_{bin}} \quad (3.7)$$

onde N_{sing} e N_{bin} são, repectivamente, o número de sistemas com somente uma estrela e binários. Para decidir se uma estrela está sozinha ou possui companheira sorteamos um novo número aleatório X e aplicamos o seguinte critério:

- se $f_{bin} \geq X$ existe companheira;
- se $f_{bin} < X$ estrela sozinha.

No caso de não haver uma estrela companheira, partimos para o próximo passo. Caso contrário, repetimos os passos 2 e 3, obtendo os valores de massa, M_{555} e $M_{555} - M_{814}$ para a nova estrela do sistema binário. Somando-se os fluxos das duas estrelas do par em cada banda, obtemos os valores de M_{555} e $M_{555} - M_{814}$ para o sistema, cuja estrela mais massiva passa a ser chamada de primária e a menos massiva de secundária.

5) Aplicamos então o módulo de distância intrínseco ($(V_{555} - M_{555})_0$) e o vetor avermelhamento ($A_{555}, E(V_{555} - I_{814})$) na posição do sistema, levando-o do CMD teórico para o CMD observacional através das seguintes relações:

$$V_{555} = M_{555} + (V_{555} - M_{555})_0 + A_{555} \quad (3.8)$$

$$V_{555} - I_{814} = M_{555} - M_{814} + E(V_{555} - I_{814}) \quad (3.9)$$

Justamente por ser *intrínseco*, $((V_{555} - M_{555})_0)$ é a introdução *apenas* do efeito da própria distância na magnitude observada a partir da magnitude absoluta. Dessa forma, $(V_{555} - M_{555})_0 = (I_{814} - M_{814})_0 = (V - M_V)_0$, valendo o mesmo para qualquer banda fotométrica.

Os valores de extinção e avermelhamento nas bandas do F555W e F814W foram obtidos a partir de um valor adotado para $E(B-V)$ e fazendo uso das seguintes relações (Holtzman et al. (1995ab) [42] [43]):

$$A_{555} = 3.3E(B - V) \quad (3.10)$$

$$A_{814} = 1.9E(B - V) \quad (3.11)$$

$$E(V_{555} - I_{814}) = A_{555} - A_{814} = 1.4E(B - V). \quad (3.12)$$

Assim podemos reescrever as relações de passagem para o plano observacional em função de $E(B-V)$:

$$V_{555} = M_{555} + (V - M_V)_0 + 3.3E(B - V) \quad (3.13)$$

$$V_{555} - I_{814} = M_{555} - M_{814} + 1.4E(B - V) \quad (3.14)$$

6) Incorporamos o efeito do espalhamento no CMD devido às incertezas fotométricas assumindo que elas são dadas por distribuições gaussianas com desvio padrão dado pelos valores determinados empiricamente de σ em função da magnitude aparente em cada banda (Sec. 2.4). Dessa forma, sorteamos realizações gaussianas δV_{555} e δI_{814} , incorporando-as, através das seguintes relações, nas magnitudes e cor que supostamente seriam observadas:

$$V_{555,obs} = V_{555} + \delta V_{555} \quad (3.15)$$

$$I_{814,obs} = I_{814} + \delta I_{814} \quad (3.16)$$

$$(V_{555} - I_{814})_{obs} = (V_{555} - I_{814}) + \delta V_{555} - \delta I_{814} \quad (3.17)$$

7) Para incluir este sistema na realização do modelo verificamos se seus valores de magnitudes e cor estão dentro dos limites de detecção e saturação e se ele pertence à região definida como MS. Caso contrário partimos para a geração de um novo sistema até que se atinja um número de sistemas igual ao observado (N_{obs}).

Cabe ressaltar que nosso modelamento de CMDs possui 6 parâmetros livres: τ , Z , $(V - M_V)_0$, $(E(B-V))$, α e f_{bin} . Para encontramos uma solução dentro deste multi-espaco de parâmetros, adotamos $f_{bin} = 1$ e empregamos a estratégia de modelar os CMDs em duas etapas:

Etapa 1) determinar os parâmetros que supostamente são únicos para todo o aglomerado (parâmetros globais) (τ , Z , $(V - M_V)_0$ e $E(B-V)$), modelando o CMD da região central (PC/CEN). Aqui adotamos para a inclinação da PDMF o valor obtido por Salpeter (1955) [75] ($\alpha = 2.35$) para a IMF de estrelas de campo da Galáxia.

Etapa 2) utilizando as melhores combinações para os parâmetros globais, modelar CMDs em regiões concêntricas, buscando inferir a segregação em massa no aglomerado através da dependência posicional de α .

É interessante perceber que os parâmetros globais influenciam a *posição* das estrelas no CMD como um todo, diferentemente de α , que rege a *distribuição do número* de estrelas ao longo do CMD. Devido a esta distinta influência, acreditamos que separar a determinação dos parâmetros físicos tal como proposto configura-se em uma estratégia confiável.

A figura 3.2 ilustra o processo de modelamento de CMDs, com valores para parâmetros físicos típicos dos aglomerados NGC 1831 e NGC 1868.

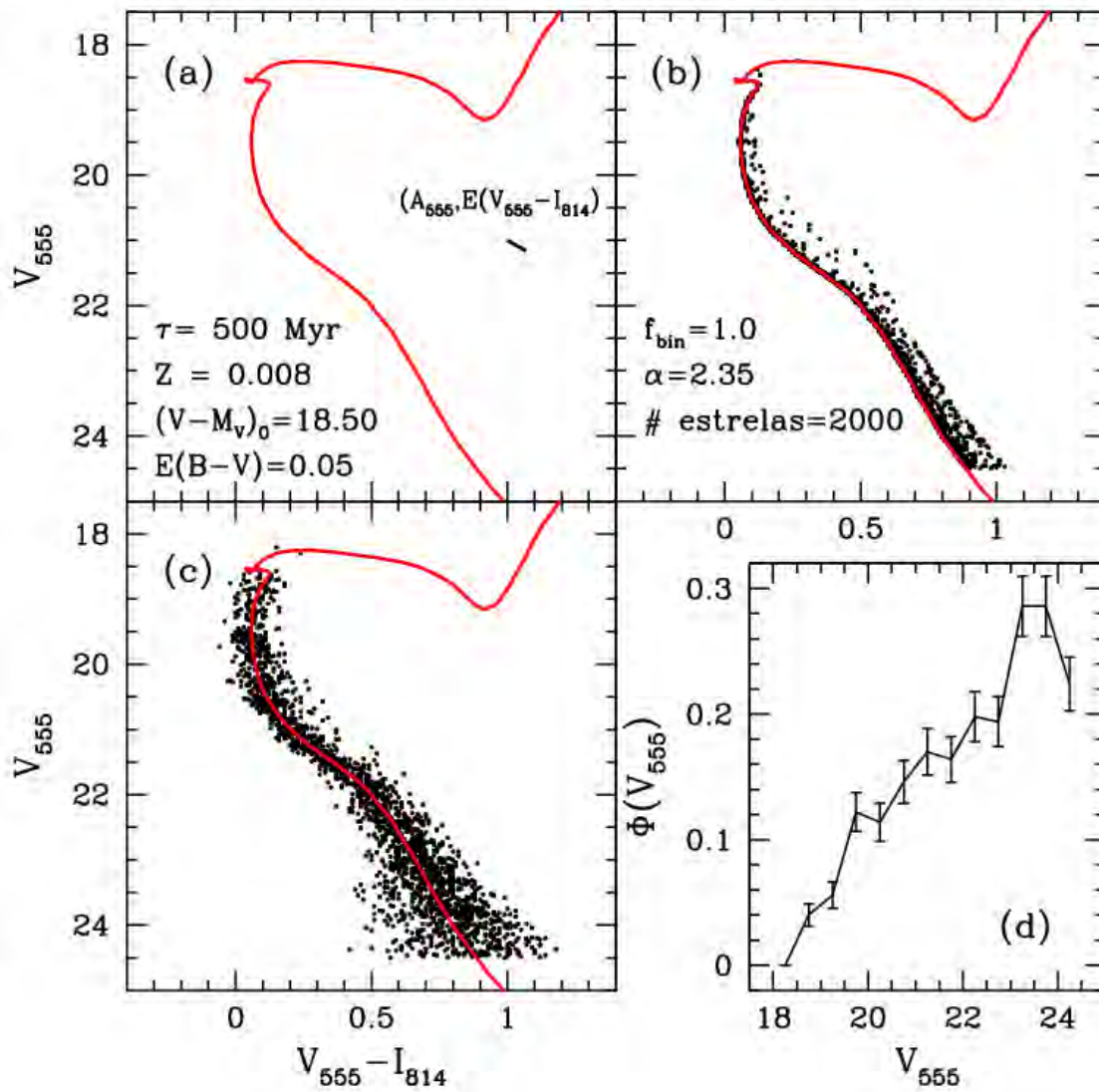


Fig. 3.2: Processo de modelamento de CMDs. O painel (a) mostra a isócrona já no plano do CMD observado (V_{555} vs $(V_{555} - I_{814})$) bem como a direção, sentido e módulo do vetor avermelhamento. O espalhamento causado pelo binarismo não resolvido é apresentado no painel (b). O painel (c) mostra o CMD final com a incorporação das incertezas fotométricas. Por fim, o painel (d) ilustra a distribuição dos sistemas em V_{555} através da função de luminosidade $\Phi(V_{555})$. As barras de erros são poissônicas.

3.3 Grade de modelos para a amostra de aglomerados

Buscamos explorar no modelamento de CMDs um domínio no espaço de parâmetros que fosse tanto consistente com as determinações encontradas na literatura quanto com as possibilidades oferecidas por nossos dados. Em termos de revisão das determinações de parâmetros físicos dos aglomerados feitas por outros autores, a página web criada por R. de Grijs (<http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/>) (Apêndices A-E) e a tabela 2 de Mackey & Gilmore (2003) [59] foram de grande valia, principalmente no que se refere à idade e metalicidade. A seguir comentamos para cada parâmetro como limitamos seu domínio explorado dentro do modelamento.

Módulo de distância e avermelhamento

As determinações encontradas na literatura para o módulo de distância intrínseco $((V - M_V)_0)$ e avermelhamento $(E(B-V))$ dos aglomerados estão sujeitas a enormes incertezas, já que são baseadas em ajustes visuais de isócronas. Este tipo de determinação apresenta soluções degeneradas, pois podem depender da escolha da idade e metalicidade da isócrona ajustada. Para evitar este problema em relação a $((V - M_V)_0)$, nos permitimos explorar um domínio neste parâmetro baseado na melhor determinação para a distância ao centro da LMC com uma incerteza consistente com o tamanho físico do disco da LMC. A determinação mais confiável para a distância ao centro da LMC ainda é a de Panagia et al. (1991) $((V - M_V)_0 = 18.51, d \sim 50 \text{ kpc})$, pois ela foi obtida através de argumentos geométricos aplicados na análise de imagens de alta resolução e de espectros para a SN1987a. Para o tamanho da LMC adotamos um valor de 10 kpc, o que significa um $\delta d = 5 \text{ kpc}$ e uma incerteza em $(V - M_V)_0$ dada por

$$\delta(V - M_V)_0 = \delta(5 \log d(\text{kpc}) - 10) = 5 \times 0.4343 \delta \ln d = 2.2 \frac{\delta d}{d} \sim 0.20 \quad (3.18)$$

Assim, o módulo de distância intrínseco ficou restrito a $(V - M_V)_0 = 18.50 \pm 0.20$.

Em relação ao avermelhamento, adotamos o intervalo $0.00 \leq E(B-V) \leq 0.10$, que comporta seguramente as determinações típicas encontradas na literatura para os aglomerados

da LMC.

Para estabelecermos os passos nestes dois parâmetros, observamos nas equações 3.13 e 3.14 quais são os deslocamentos no CMD causados pela variação em $(V - M_V)_0$ e $E(B-V)$. Considerando-se que temos potencialmente sensibilidade para deslocamentos da ordem de 0.05 em V_{555} e de 0.01 em $V_{555} - I_{814}$, os passos correspondentes em $(V - M_V)_0$ e $E(B-V)$ são aproximadamente 0.05 e 0.01, respectivamente. Esta sensibilidade está associada às variações nas posições das isócronas permitidas pelos passos em $\log\tau$ e Z , como mostrado nas figuras 3.1 e 3.9.

A figura 3.3 ilustra o que significa para uma dada posição no CMD percorrer o domínio de valores adotados para $(V - M_V)_0$ e $E(B-V)$.

Idade e metalicidade

A tabela 3.1 apresenta o domínio de valores determinados na literatura para a τ (coluna (2)) e Z (coluna (5)) de cada aglomerado de nossa amostra. De uma maneira geral, estes valores já foram selecionados por tratarem-se de determinações baseadas em ajustes de isócronas com dados do HST e em espectroscopia de gigantes (a única exceção é Elson & Fall (1988) [28]). Partindo destes valores, ajustes visuais de isócronas em nossos CMDs finais para as regiões centrais dos aglomerados, dentro das variações permitidas para $(V - M_V)_0$ e $E(B-V)$, nos ajudaram a limitar novos domínios a serem explorados em $\log(\tau/yr)$ (coluna (4)) e Z (coluna (7)). As figuras 3.4-3.8 mostram estes ajustes para todos os aglomerados, onde nos permitindo explorar os limites possíveis de $\log(\tau/yr)$ e Z relatados na literatura encontramos novos domínios para estes parâmetros. Infelizmente o limite de saturação de $V_{555} = 18.0$ em nossos CMDs não permite a determinação das idades dos aglomerados mais jovens de nossa amostra (NGC 1805 e NGC 1818). Entretanto isso também permitiu, sem prejuízos para o modelamento dos CMDs, que adotássemos para estes sistemas as isócronas mais jovens de Girardi et al. (2000) [34] ($\log(\tau/yr) = 7.80$, $\tau \sim 63$ Myr), mesmo sendo elas ligeiramente mais velhas que a idade real dos sistemas.

O passo em idade permitido no modelamento foi de $\delta\log(\tau/yr) = 0.05$, dado pela própria grade de isócronas de Girardi et al. (2000) [34]. Em termos de metalicidade, a grade original

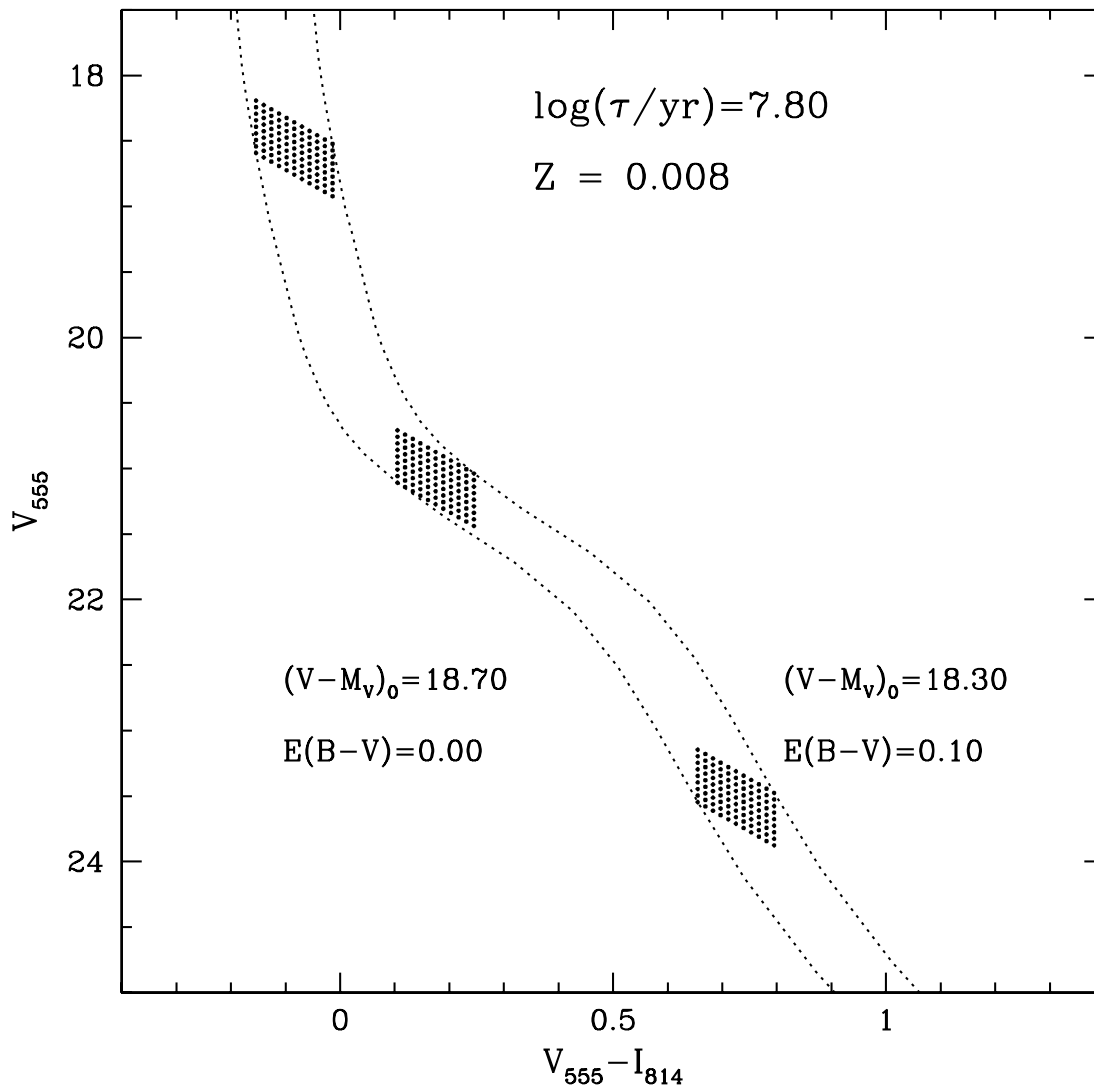


Fig. 3.3: Efeito na posição do CMD à medida que se varre o domínio permitido para $(V - M_V)_0$ e $E(B - V)$ (18.50 ± 0.20 e $0.00 - 0.10$, respectivamente). As linhas pontilhadas delimitam as posições extremas das isócronas com $\log(\tau/\text{yr})=7.80$ e $Z=0.008$. Cada um dos 3 conjuntos de pontos correspondem às 99 posições possíveis de uma posição no CMD dentro das variações permitidas para $(V - M_V)_0$ e $E(B - V)$.

oferecia $Z=0.001, 0.004, 0.008, 0.019$ e 0.030 . Através de um método de interpolação de isócronas em metalicidade, aumentamos a resolução em Z incluindo $Z=0.002, 0.006, 0.0012, 0.0015, 0.024$. Dada uma metalicidade, este método procura na grade original as isócronas com metalicidade inferior e superior a esta, interpolando em massa e magnitudes estrelas que sejam equivalentes quanto à fase evolutiva. A figura 3.9 mostra as isócronas com $\log(\tau/yr)=8.80$ tanto para a grade em metalicidade original quanto para a interpolada, sendo possível observar a qualidade do método de interpolação brevemente descrito acima.

Aglomerado	$\log(\tau/yr)$	ref.	modelado	Z	ref.	modelado
NGC 1805	$7.00^{+0.30}_{-0.10}$	1	7.80	0.008 - 0.019	1,2	0.002 - 0.024
NGC 1818	$7.40^{+0.30}_{-0.10}$	1	7.80	0.008 - 0.019	1,2	0.001 - 0.015
NGC 1831	8.50 ± 0.30	3	8.50 - 8.80	0.010 - 0.030	4	0.006 - 0.019
NGC 1868	8.74 ± 0.30	3	8.75 - 8.95	0.004 - 0.010	4	0.002 - 0.015
Hodge 14	$9.26^{+0.09}_{-0.11}$	5	9.05 - 9.35	0.002 - 0.007	4	0.002 - 0.015

Referências: (1) de Grijs et al. (2002b) [25]; (2) Johnson et al. (2001) [49]; (3) Elson & Fall (1988) [28]; (4) Olszewski et al. (1991) [68]; (5) Geisler et al. (1997) [32].

Tab. 3.1: Domínios em idade e metalicidade determinados na literatura para o conjunto de aglomerados analisados no presente trabalho.

Inclinação da PDMF e fração de binárias

Como vimos na figura 3.2, o alargamento no CMD causado pelo binarismo não resolvido compete com o causado pelas incertezas fotométricas. Dessa forma, determinar o valor de f_{bin} em CMDs torna-se uma tarefa extremamente minuciosa, fortemente dependente da hipótese assumida para a distribuição de razões de massa $q = \frac{m_2}{m_1}$ (onde m_2 e m_1 são a massa da secundária e da primária de cada par, respectivamente). Por razões de consistência com uma definição de PDMF oriunda de uma IMF geral para todas as estrelas do aglomerado, a distribuição em q adotada em nosso trabalho é aquela que naturalmente surge de sorteios independentes para as massas m_1 e m_2 de uma mesma PDMF.

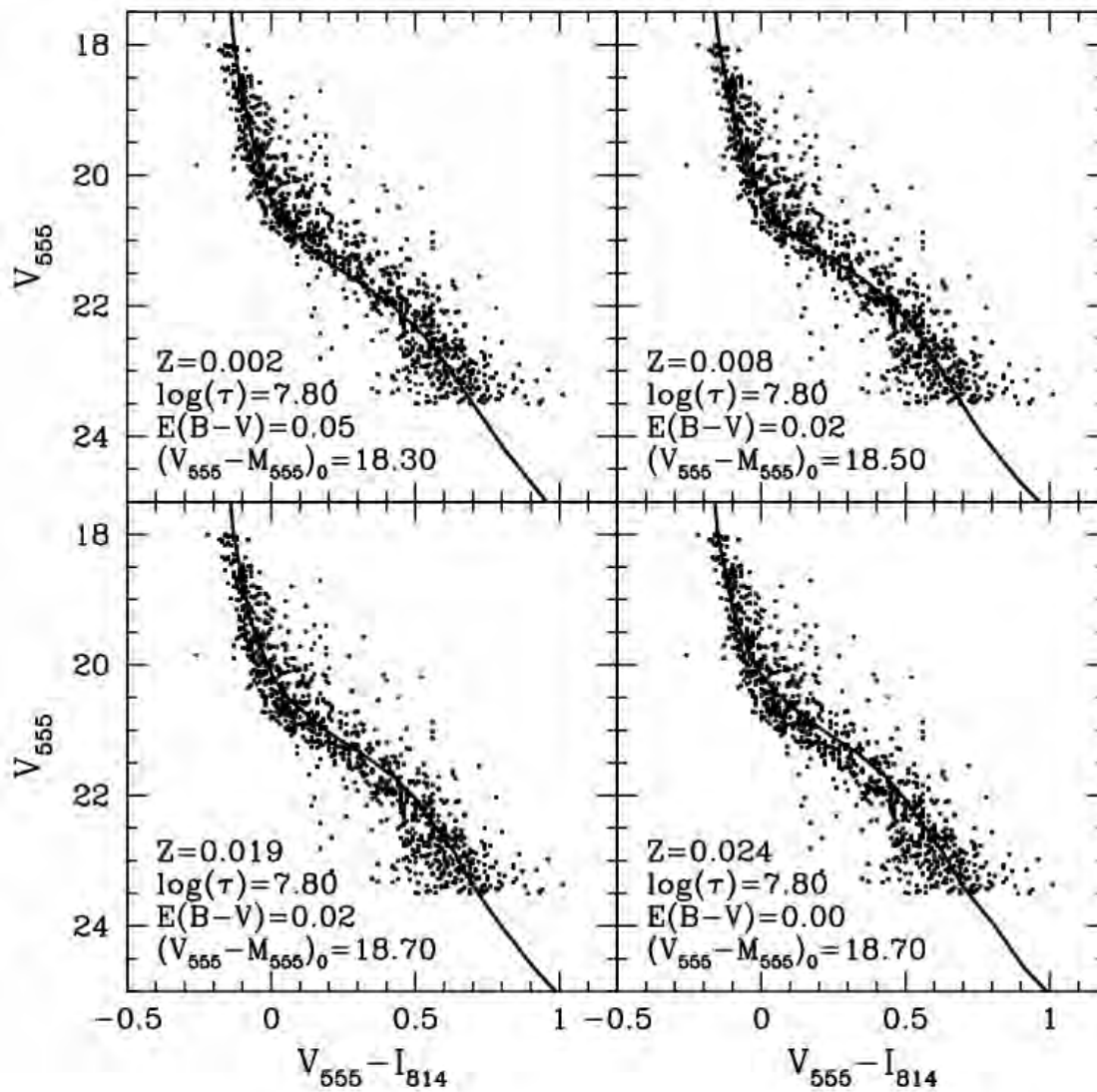


Fig. 3.4: Limitando o domínio em τ e Z a ser explorado no modelamento do CMD de NGC 1805. O CMD mostrado foi corrigido para todos os efeitos de seleção e está limitado à amostra dentro da PC do CEN.

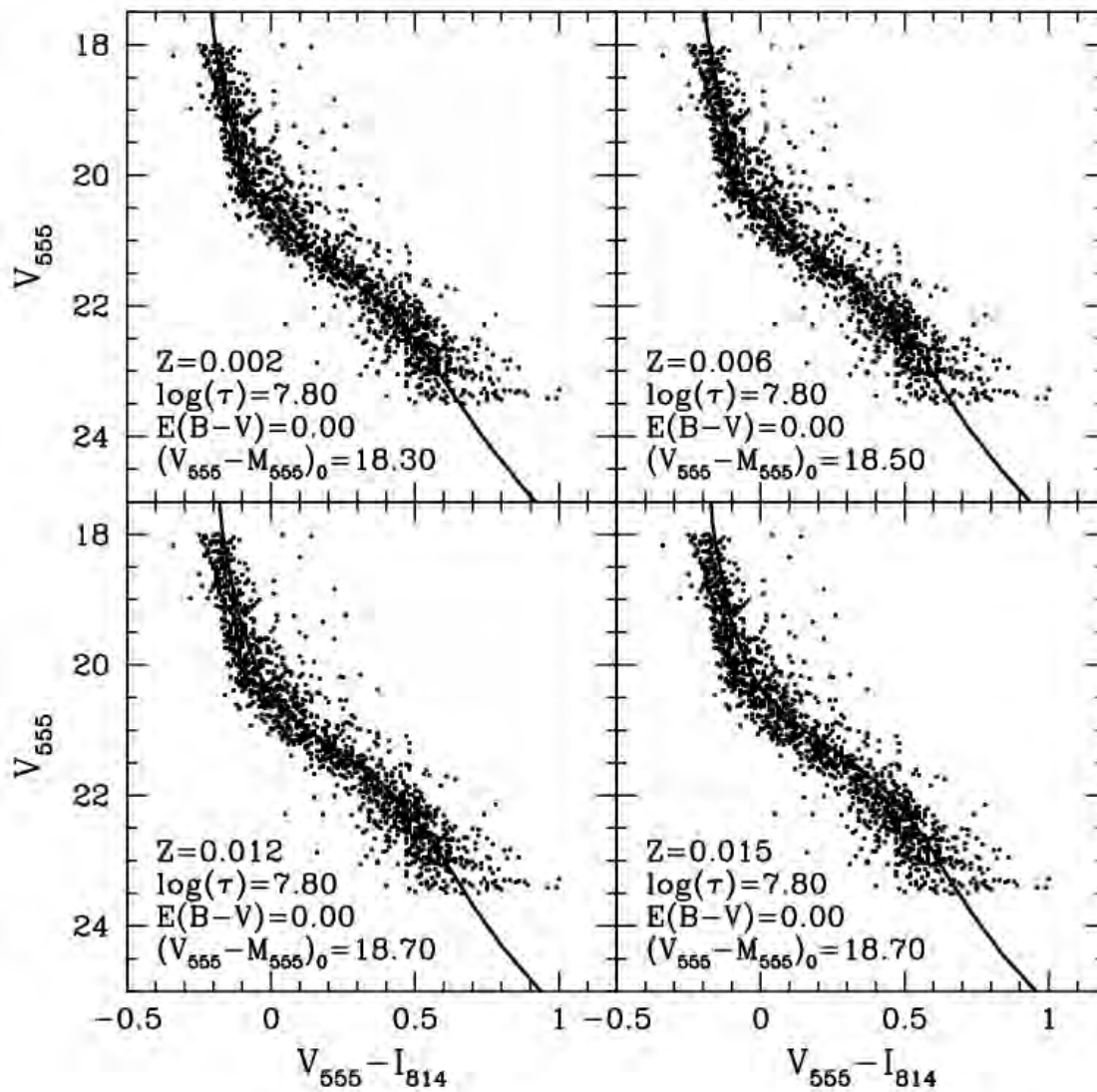


Fig. 3.5: Mesma figura que 3.4, mas para NGC 1818.

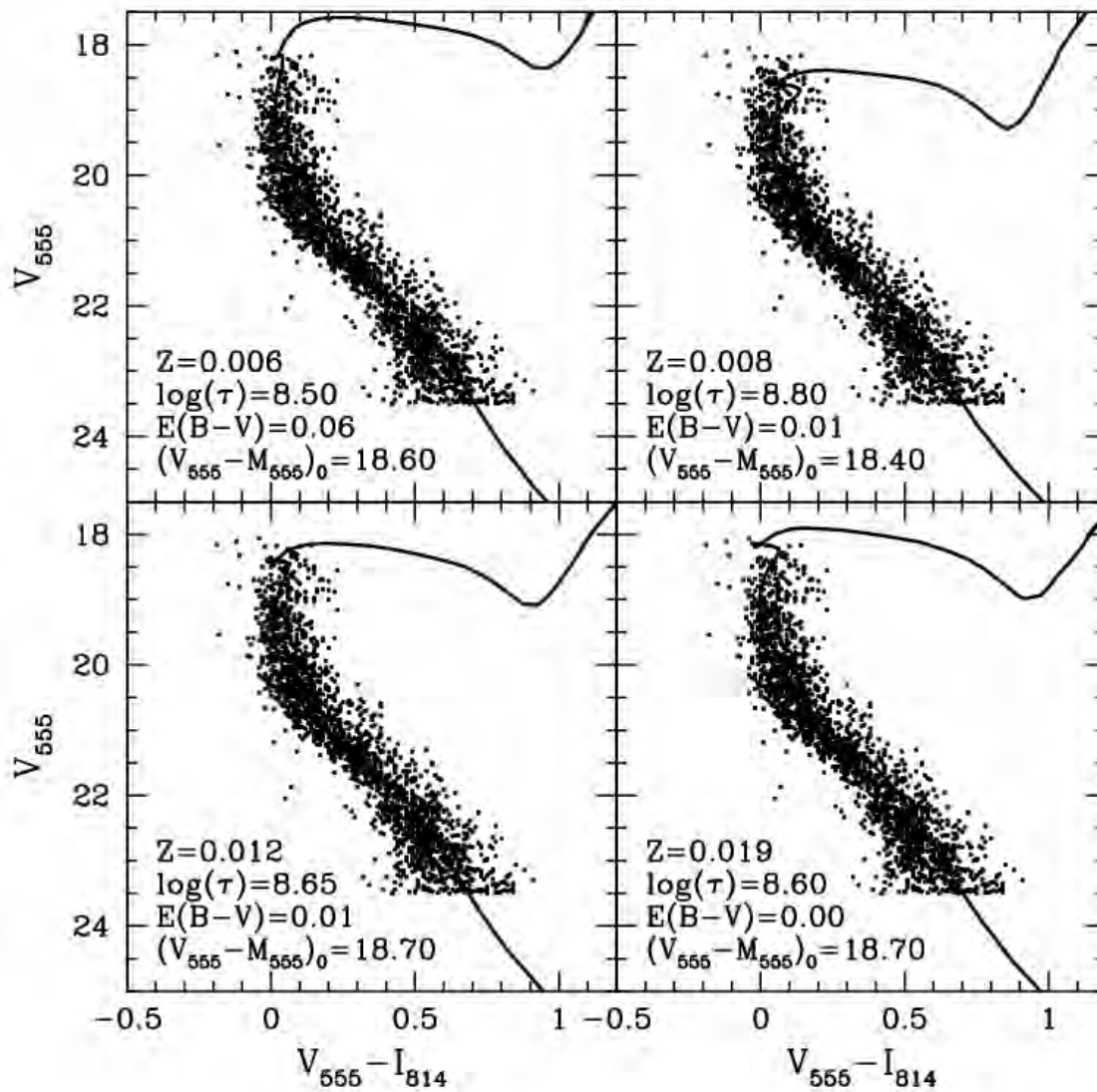


Fig. 3.6: Mesma figura que 3.4, mas para NGC 1831.

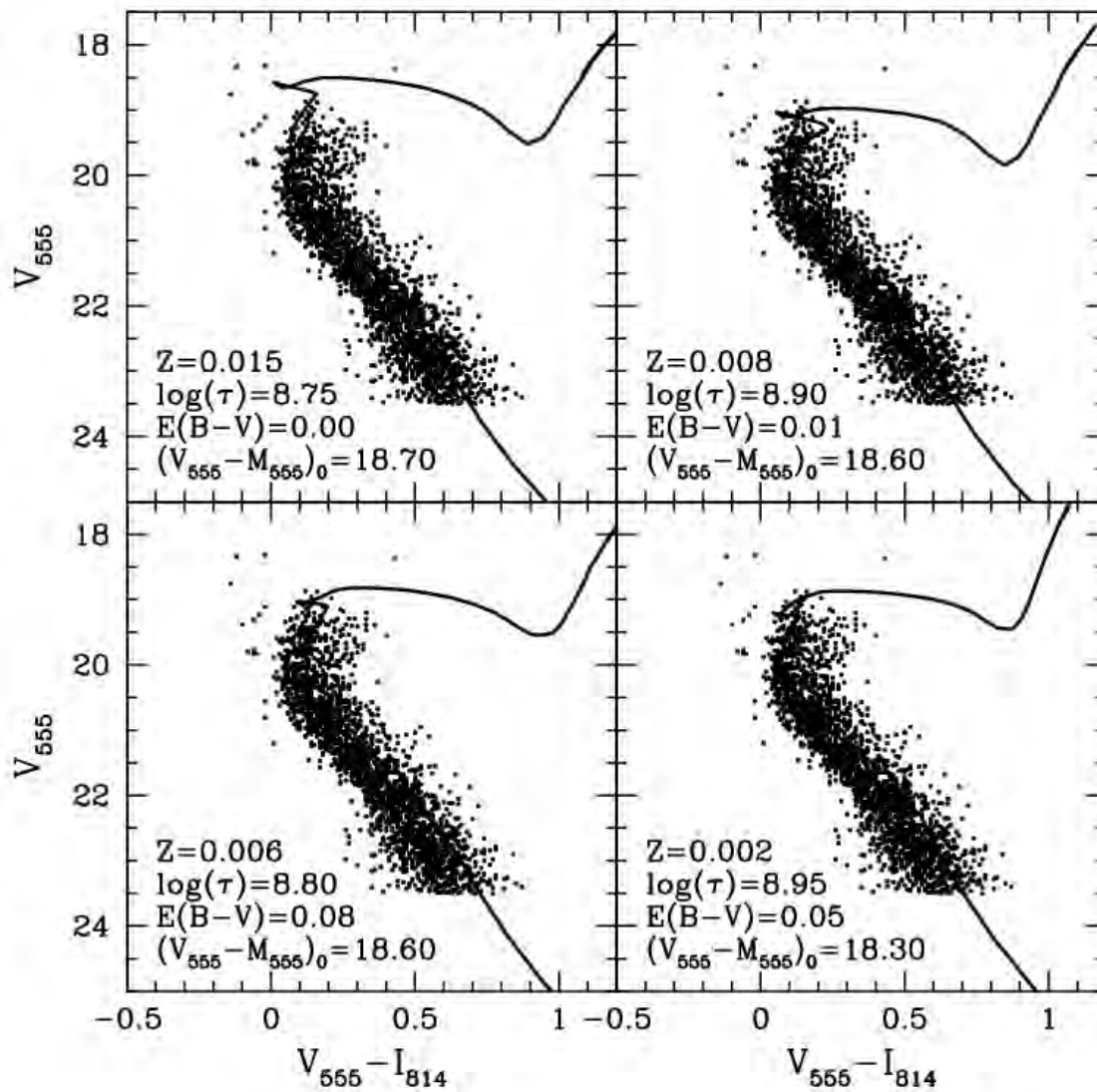


Fig. 3.7: Mesma figura que 3.4, mas para NGC 1868.

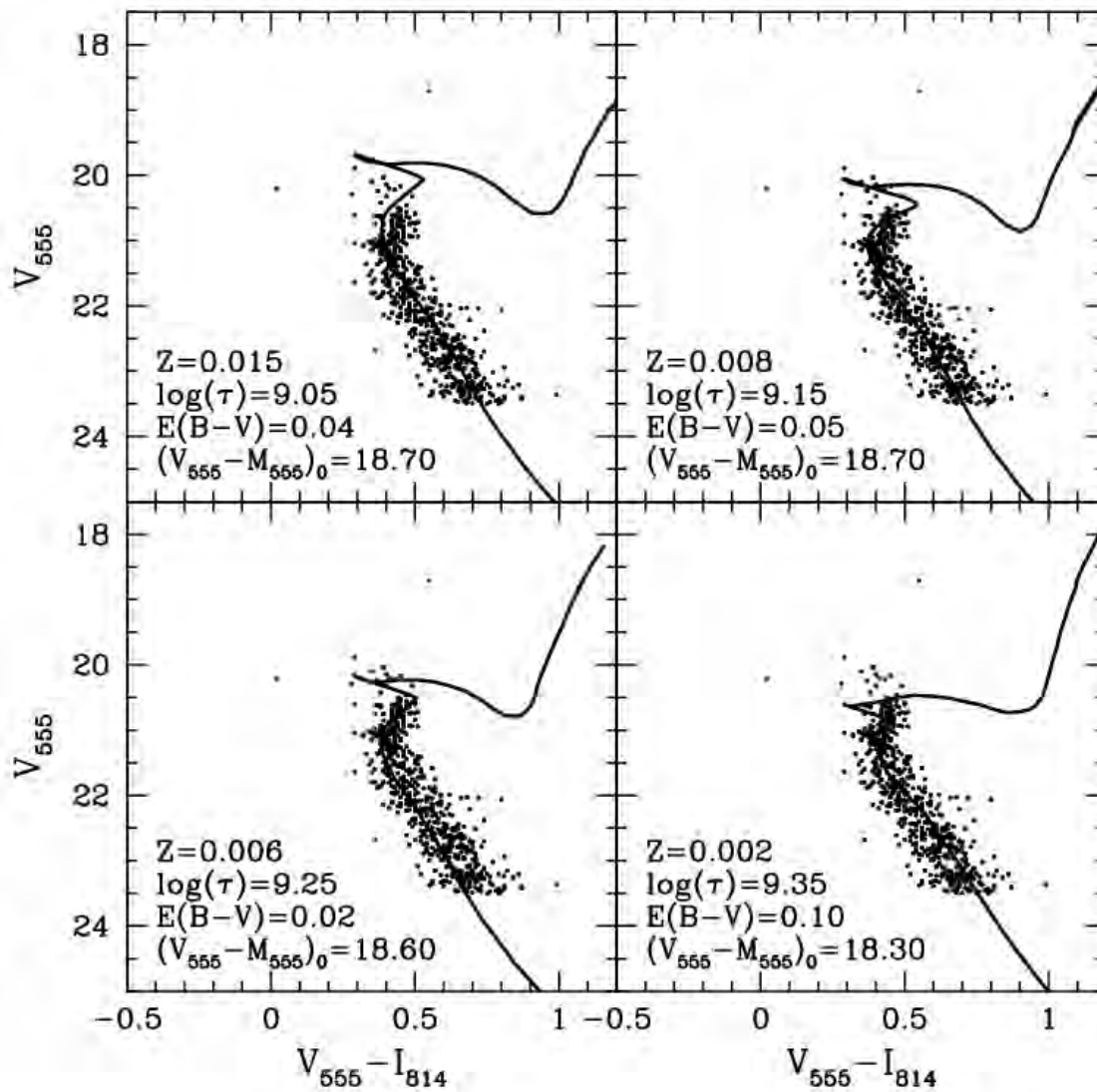


Fig. 3.8: Mesma figura que 3.4, mas para Hodge 14.

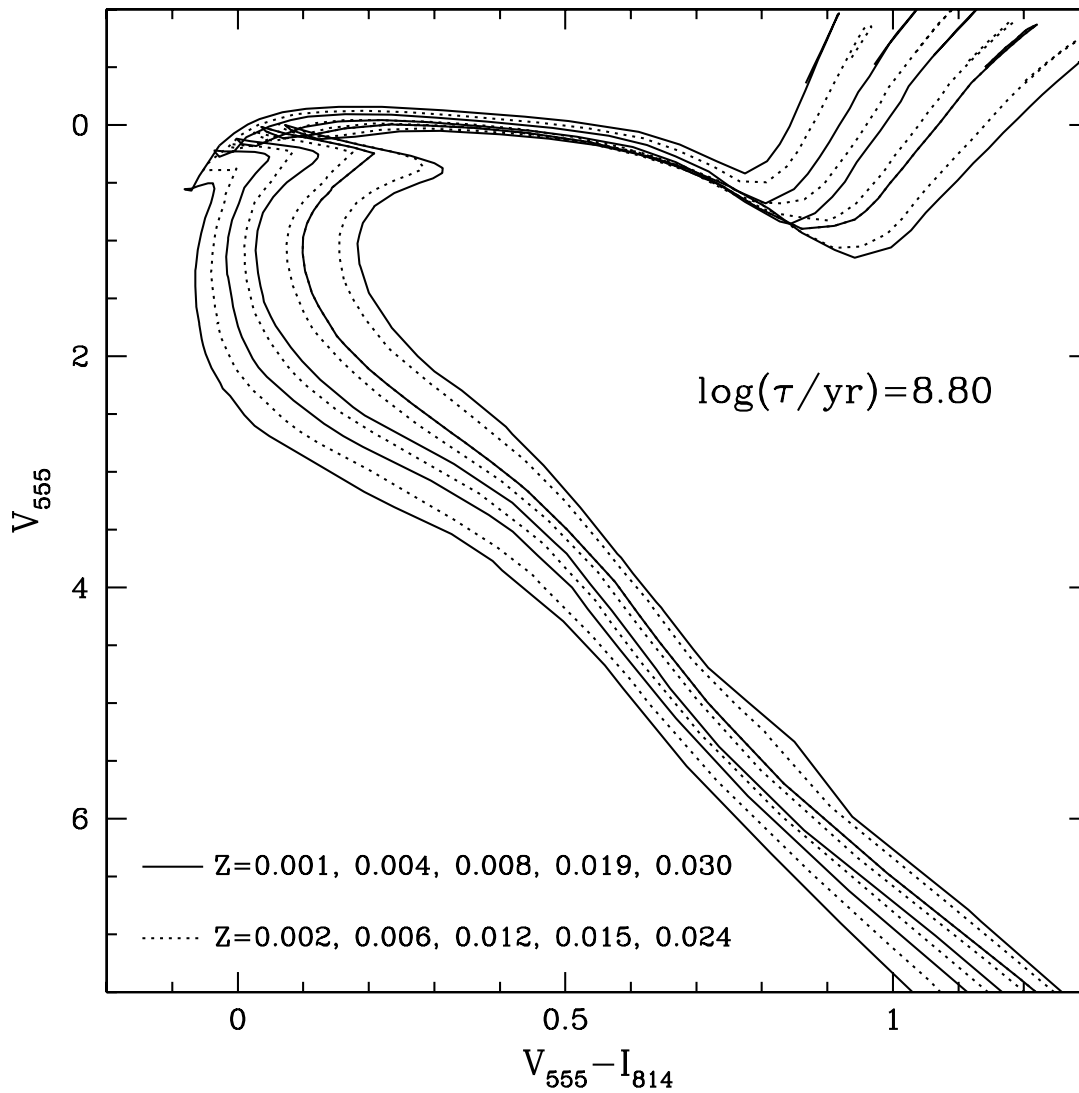


Fig. 3.9: Isócronas com $\log(\tau/\text{yr})=8.80$ para toda a grade disponível em Z . A grade original de isócronas é apresentada em linhas sólidas, enquanto que a interpolada é mostrada em linhas pontilhadas.

Para contornar este problema, abrimos mão de determinar o binarismo não resolvido e adotamos um valor de $f_{bin} = 1.0$, que representa em termos de binárias efetivas ($q > 0.60$) um $f_{bin,eff} \sim 20\%$. Esta é a fração de pontos no CMD que possui um espalhamento em V_{555} tipicamente superior a 0.10 devido à presença de uma companheira não resolvida. Com veremos no Cap. 5, mesmo com $f_{bin} = 1.0$ não conseguimos reproduzir totalmente o alargamento dos CMDs dos aglomerados mais jovens (NGC 1805 e NGC 1818).

Maiores discussões sobre o binarismo não resolvido e a sua influência podem ser encontrados em Malkov & Zinnecker (2001) [60], Hurley & Tout (1998) [45] e em Kroupa et al. (1991) [53].

No que se refere à PDMF ($\xi(m)$), adotamos uma lei de potência quebrada, com dois valores distintos de expoente (α):

- $\alpha = 1.30$ em um domínio em massa que seguramente não é diretamente observado - $0.08 \leq m/m_{\odot} \leq 0.50$;
- $0.40 \leq \alpha \leq 3.60$ para $m > 0.5 m_{\odot}$.

Estes valores de α são consistentes com as determinações para a inclinação da IMF e PDMF de vários sistemas estelares (Kroupa (2002) [55]).

A figura 3.10 mostra a variação em $\Phi(V_{555})$ devido à variação em α dentro do domínio permitido. As LFs mostradas nesta figura foram geradas com 2000 estrelas (consistentes com nossas observações) para uma população com $\log(\tau)=7.80$, $Z=0.008$, $(V - M_V)_0 = 18.50$, $E(B-V)=0.05$ e $f_{bin} = 1.00$. As barras de erros correspondem às flutuações poissônicas de 1σ esperadas para contagem de estrelas em cada intervalo de magnitude.

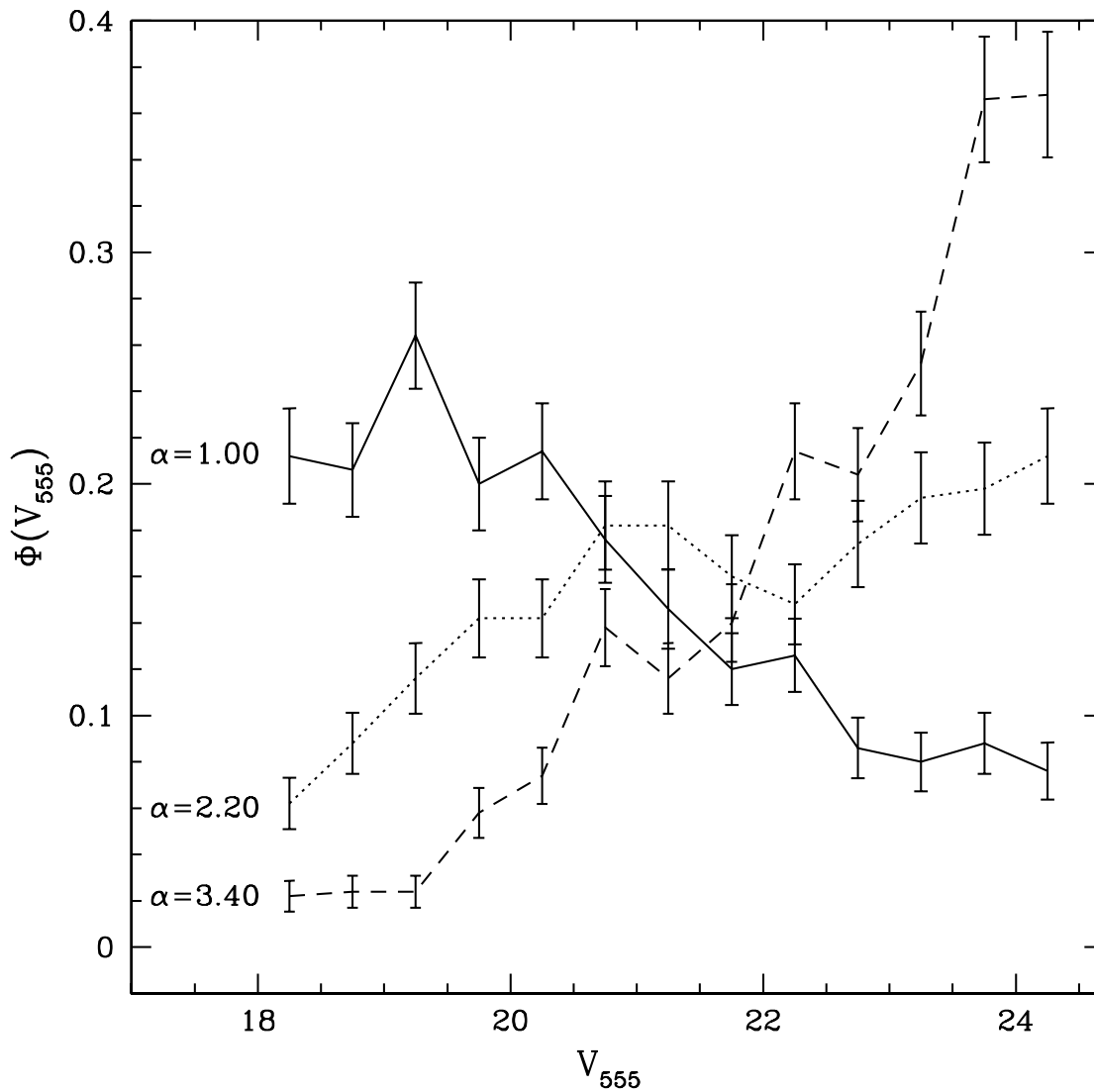


Fig. 3.10: Comportamento de $\Phi(V_{555})$ com a variação de α . Estas LFs foram construídas com 2000 estrelas utilizando-se $\log(\tau/yr)=7.80$, $Z=0.008$, $(V - M_V)_0 = 18.50$, $E(B-V)=0.05$ e $f_{bin} = 1.00$. As barras de erro correspondem a flutuações poissônicas dentro de 1σ .

Capítulo 4

Ferramentas de análise

Este capítulo apresenta as ferramentas de análise de nossos dados, capazes de obter informações sobre idade, metalicidade, distância, avermelhamento e função de massa em aglomerados ricos. Nesse sentido, buscamos recuperar o máximo possível de informações disponíveis no plano do CMD, mais especificamente em sua MS. Como não poderia deixar de ser, a interpretação de como se manifestam estas informações em um CMD observado bem como o desenvolvimento de ferramentas capazes de obtê-las, tornaram-se naturalmente um dos principais objetivos do nosso trabalho.

A MS observada de um aglomerado no plano do CMD é uma distribuição bidimensional de pontos afetada por uma série de efeitos; entre eles destacam-se o binarismo não resolvido, as incertezas fotométricas e os processos estocásticos na contagem de estrelas. Dessa forma, sua correta interpretação deve levar em conta tais efeitos, sob pena de erro na determinação dos parâmetros físicos dos sistemas.

A maneira mais simplificada de analisar a MS de um aglomerado é fazê-la de forma unidimensional, ou seja, reduzindo a distribuição de pontos no plano do CMD a uma dimensão através de uma relação cor-magnitude. Neste sentido, o método mais tradicional para a obtenção dos parâmetros globais de um sistema (τ , Z , $(V - M_V)_0$ e $E(B-V)$) é o ajuste visual de isócronas (Sec. 4.1.1). Este método tem a grande facilidade de ser simples, porém carece de um critério objetivo para determinar a qualidade do ajuste. Dessa forma, as melhores soluções dependem do “olho” do pesquisador e são muitas vezes degeneradas. Ainda em relação aos parâmetros globais, um método de análise alternativo mais quanti-

ficável e fidedigno às observações é a comparação entre linhas fiduciais (Sec. 4.1.2) (Stetson & Harris (1988) [79], Mighell et al. (1996) [65]) Quando o assunto é a função de massa do sistema utiliza-se invariavelmente a distribuição do número de estrelas quanto à magnitude (Sec. 4.2). Entretanto, a conversão de luminosidade em massa passa necessariamente pela adoção de uma idade e metalicidade para a população de estrelas, cuja incerteza somada ao binarismo não resolvido pode gerar erros consideráveis na obtenção da função de massa (Kroupa et al. (1991) [53], de Grijs et al. (2002b) [25]).

Uma maneira mais sofisticada para extrair informações de um CMD pode ser feita através de um método que simule numericamente o próprio CMD, confrontando objetivamente modelos com a observação por meio de estatísticas de comparações de distribuições bidimensionais de pontos. Tais métodos já vem sendo empregados com sucesso para a análise do histórico de formação estelar dentro de galáxias próximas, onde é possível resolver individualmente as estrelas (Gallart et al. (1996) [30], Gallart et al. (1999) [31], Hernandez et al. (1999) [36], Hernandez et al. (2000) [37], Javiel et al. (2004) [46]), bem como na própria Via-Láctea, onde a contagem de estrelas em um CMD pode servir de vínculo para sua estrutura e para a função de luminosidade de seus componentes estruturais (Kerber et al. (2001) [51]). Além disso, simulações numéricas demonstram o potencial de tais métodos para a determinação da IMF em aglomerados (Lastennet & Valls-Gabaud (1999) [56]).

No caso do presente trabalho, onde esta abordagem é aplicada à MS, esperamos potencialmente sermos capazes de obter para um aglomerado simultaneamente seus parâmetros globais (que afetam as posições das estrelas como um todo) e sua função de massa (que influencia principalmente na distribuição do número de estrelas em função da magnitude), sendo estas determinações feitas de uma maneira objetiva e coerentes com os efeitos inerentes à observação. Devido ao grande número de parâmetros (6) e à maneira como eles se manifestam no CMD, a análise foi dividida em duas etapas, como comentado na Sec. 3.2: etapa (1) - determinação dos 4 parâmetros globais; etapa (2) - determinação da PDMF. Infelizmente o binarismo não resolvido não foi determinado mesmo em nossa análise 2D, sendo apenas incorporado ao CMDs com uma hipótese consistente com uma MF localmente

única para todas as estrelas pareadas aleatoriamente.

Evidentemente que uma análise em duas dimensões deve ser realizada com um algoritmo de geração de CMDs artificiais refinado o suficiente para acomodar as características da distribuição bidimensional de pontos, afetada principalmente pelas incertezas fotométricas e pelo binarismo não resolvido. Além disso, por não colapsar as estrelas do CMD em uma dimensão, a análise 2D tem a desvantagem de diminuir significativamente a estatística de contagem na comparação entre modelo e observação, sofrendo ainda mais com efeitos estocásticos. Isso acaba se tornando um limitador natural para o emprego deste tipo de ferramenta, restringindo sua aplicação a CMDs ricos em estrelas ($N_{obs} \gtrsim 500$).

Para testarmos as potencialidades de cada ferramenta de análise fizemos o que chamamos de experimentos controlados, que consistem em submeter à análise uma MS gerada artificialmente como fosse uma observação. Dessa forma, como conhecemos de antemão os valores de seus parâmetros de entrada, podemos determinar a qualidade da resposta de cada método. Aproveitamos a própria grade de modelos usadas na análise dos aglomerados para realizar tais experimentos.

4.1 Parâmetros globais

4.1.1 Ajuste visual de isócronas

O tradicional método de ajustes visual de isócronas tem a grande vantagem sobre os demais por ser de fácil e rápida aplicação. Entretanto, por não possuir na sua essência um critério objetivo para quantificar a qualidade do ajuste, muitas vezes as soluções acabam sendo degeneradas e dependentes de quem as encontra. Além disso, este método tem dificuldades para lidar com o efeito do binarismo não resolvido, que alarga a MS sistematicamente na direção do vermelho, quebrando uma simetria esperada simplesmente pelo espalhamento devido às incertezas fotométricas (Hurley & Tout (1998) [45]).

As figuras 4.1-4.3 apresentam algumas tentativas de ajustes de isócronas para CMDs simulados dentro da grade modelos para nossos aglomerados. Em cada uma destas figuras o

painel (a) mostra a isócrona correspondente aos parâmetros de entrada do CMD simulado. Outros ajustes visuais de isócronas ao mesmo CMD são apresentados nos painéis (b) e (c), cuja variação nos parâmetros é um diagnóstico evidente das ambiguidades nas soluções. Como mostrado no painel (d) destas figuras, diferentes isócronas podem se sobrepor muito bem, especialmente no caso dos aglomerados mais jovens (figura 4.1) que têm a sua análise prejudicada pela ausência do ponto de TO em nossos CMDs. Estas semelhanças entre diferentes soluções trazem inevitavelmente incertezas na determinação dos parâmetros globais de um aglomerado, tornando-se ainda mais dramáticas para um método que não utiliza um critério objetivo para verificar a qualidade de um ajuste.

4.1.2 Comparações entre linhas fiduciais

A linha fiducial da MS estabelece uma relação cor-magnitude unívoca dentro do CMD. Tais linhas são construídas a partir da posição mediana (e não média) da distribuição em cor em cada intervalo de V_{555} ao longo da MS. Usamos a mediana em cor para tentar minimizar o efeito do binarismo não resolvido, que tende a espalhar a MS preferencialmente para o vermelho, bem como minimizar o efeito de pontos distantes da MS. Já que estas posições em cor são influenciadas pelos efeitos estocásticos na contagem de estrelas e pelas incertezas fotométricas, podemos considerar que uma linha fiducial tem vantagem sobre uma isócrona justamente por incorporar estes efeitos inerentes à observação.

Para compararmos as linhas fiduciais de forma objetiva utilizamos a estatística χ^2 , assim definida para as comparações entre as posições em cor ($V_{555} - I_{814}$):

$$\chi^2 = \frac{1}{N-1} \sum_{i=1}^N [(V_{555} - I_{814})_{obs,i} - (V_{555} - I_{814})_{modelo,i}]^2 \quad (4.1)$$

onde os índices “obs,i” e “modelo,i” são relativos, respectivamente, à observação e ao modelo no i -ésimo intervalo em magnitude V_{555} .

Este valor de χ^2 nos fornece uma medida da qualidade do ajuste para uma realização de cada modelo no sentido de que quanto menor o seu valor melhor é o ajuste. Como tais realizações estão sujeitas a efeitos estocásticos, determinamos também uma dispersão típica

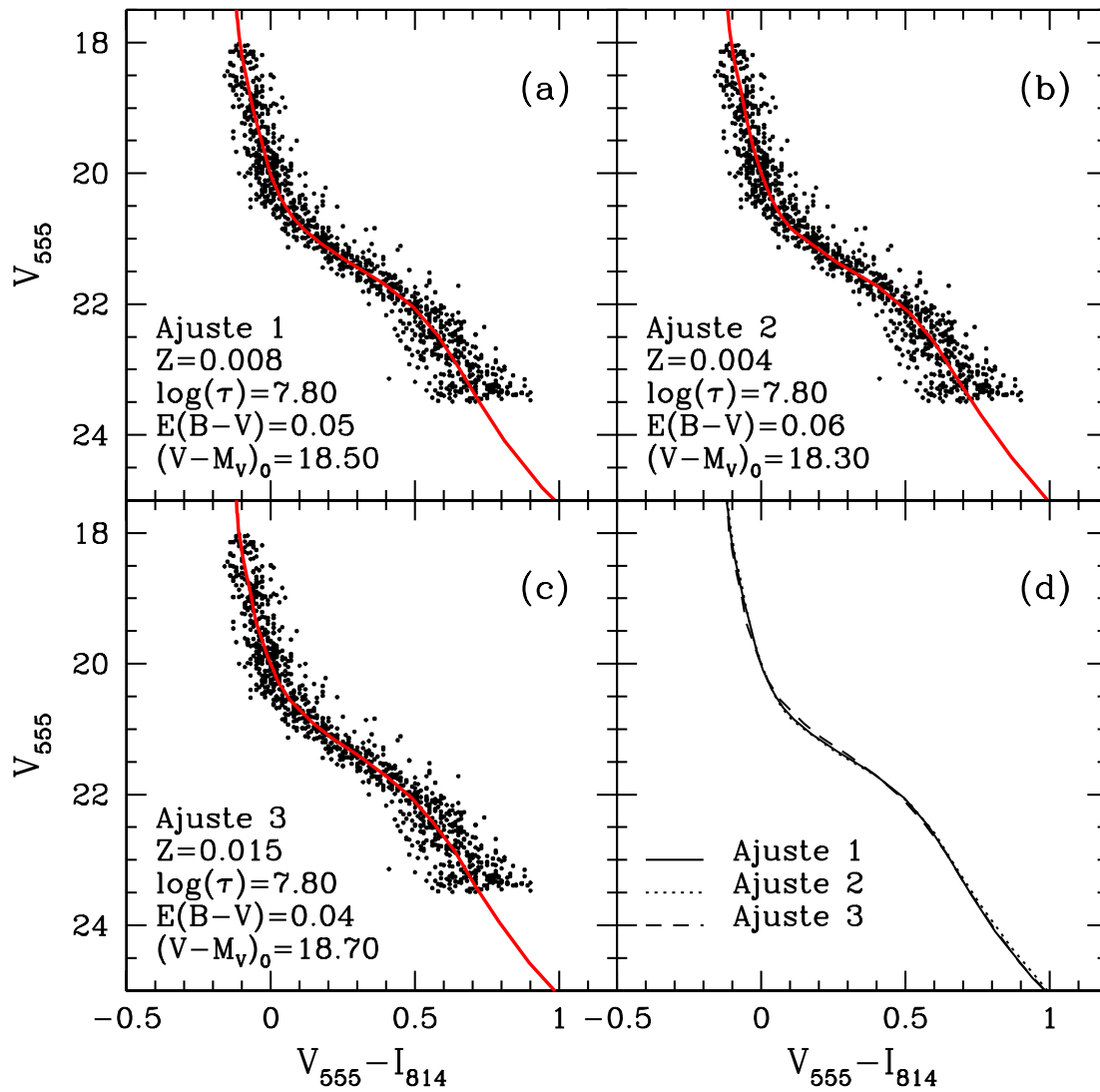


Fig. 4.1: Método de ajuste visual de isócronas através de um experimento controlado para a idade aplicada para os aglomerados jovens de nossa amostra (NGC 1805 e NGC 1818). Os painéis (a), (b) e (c) apresentam isócronas sobrepostas a um mesmo CMD, simulado numericamente. O ajuste com os parâmetros de entrada do modelo é mostrados no painel (a). As isócronas dos 3 ajustes são comparadas no painel (d). $\alpha = 2.35$ (Salpeter) e $f_{bin} = 1.00$ foram usados na geração do CMD.

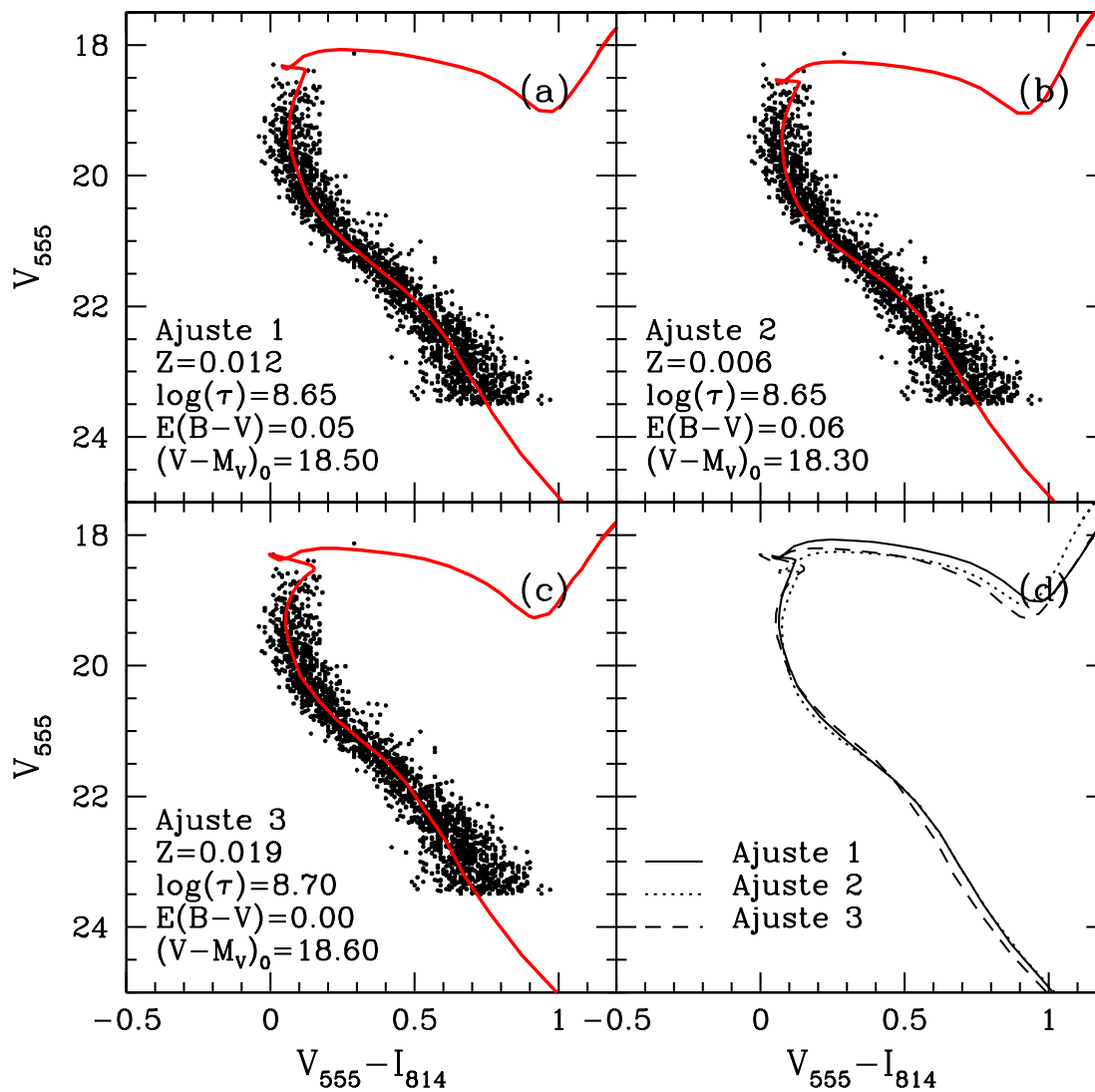


Fig. 4.2: Idem à figura 4.1, mas para idades típicas dos aglomerados de idade intermediária de nossa amostra (NGC 1831 e NGC 1868).

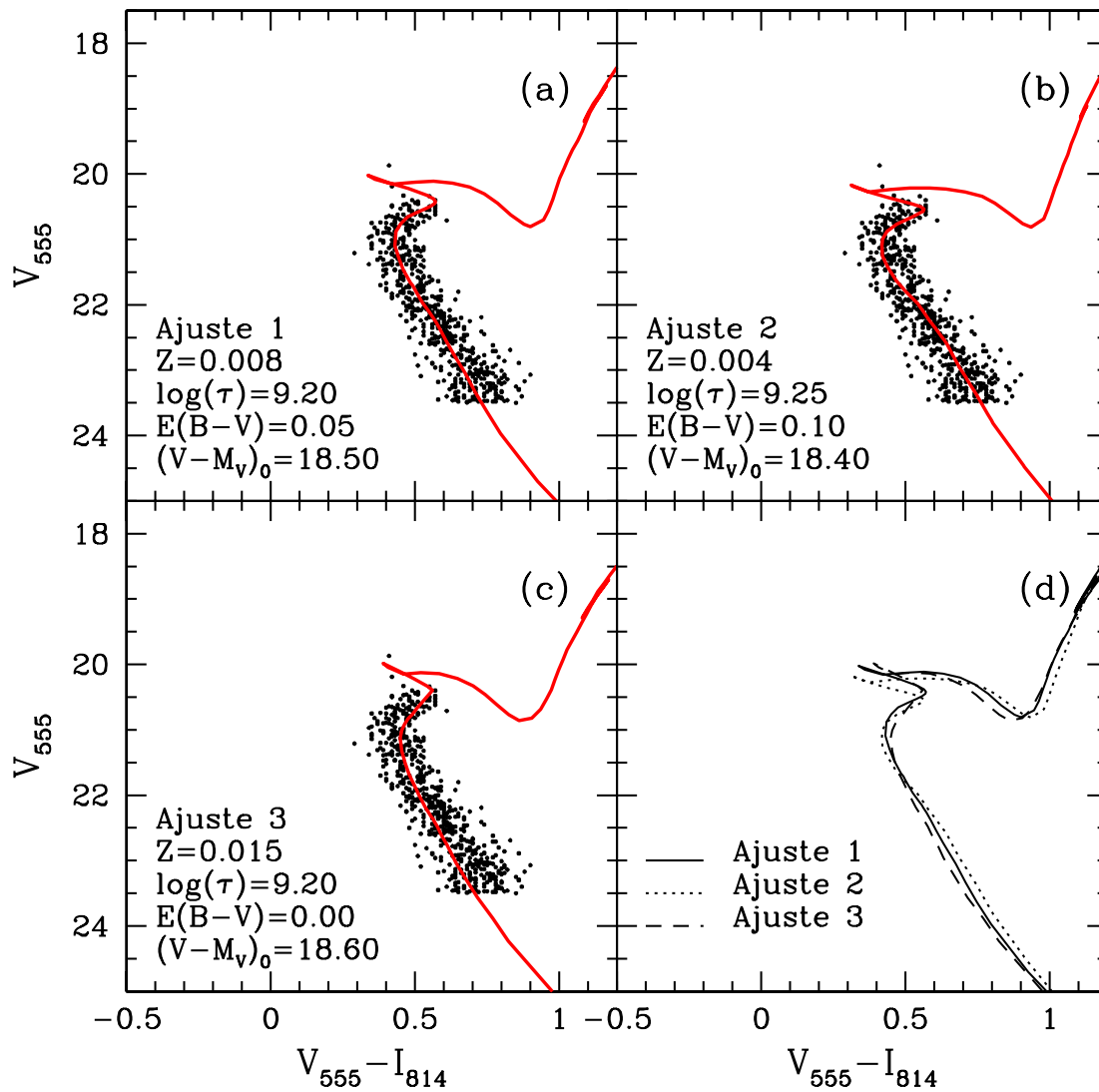


Fig. 4.3: Idem à figura 4.1, mas para idades típicas do aglomerado mais velho de nossa amostra (Hodge 14).

nesta estatística (σ_{χ^2}) para avaliarmos o conjunto de modelos que podem ser considerados estatisticamente tão bem ajustados quanto o melhor modelo. Este, por sua vez, possui o valor mínimo de χ^2 (χ_{min}^2). A medida de σ_{χ^2} é feita comparando-se a observação (que no caso do experimento controlado é uma realização de um dado modelo) com as 100 realizações do melhor modelo. Dessa forma, consideramos as melhores soluções todos aqueles modelos que têm sua estatística χ^2 satisfazendo a seguinte condição:

$$\chi_{1D}^2 \leq \chi_{min}^2 + 2\sigma_{\chi^2}, \quad (4.2)$$

Os valores finais para um dado parâmetro físico x , bem como a incerteza associada, são fornecidos a partir do cálculo da média de x e da dispersão em torno dela para a distribuição de valores do conjunto de melhores modelos.

As figuras 4.4-4.6 apresentam exemplos de linhas fiduciais obtidas para realizações de diferentes modelos. Em cada figura o painel (a) apresenta o CMD simulado usado como falsa observação no experimento controlado bem como sua linha fiducial. No painel (b) são comparadas linhas fiduciais de modelos considerados por χ^2 como sendo estatisticamente equivalentes ao modelo de entrada, ilustrando as incertezas típicas nos parâmetros físicos associadas à comparação entre linhas fiduciais.

A tabela 4.1 apresenta o resultado dos experimentos controlados para a grade de modelos de cada aglomerado. Podemos notar incertezas típicas de 0.003 em Z , 0.06 em $\log(\tau)$, e 0.12 em $(V - M_V)_0$, enquanto que em $E(B-V)$ ela parece sistematicamente crescer com a idade, sendo 0.01 para os aglomerados mais jovens e dobrando para Hodge 14.

4.1.3 Comparações entre CMDs

Como dito anteriormente, a informação física de um aglomerado em um CMD observado está disponível sob a forma de uma distribuição bidimensional de pontos. Dessa forma, aliar um modelamento realístico de CMDs com critérios objetivos de comparação entre distribuições bidimensionais de pontos tornou-se naturalmente uma das maiores metas do presente trabalho. Ou seja, buscamos estabelecer um método objetivo capaz de reproduzir

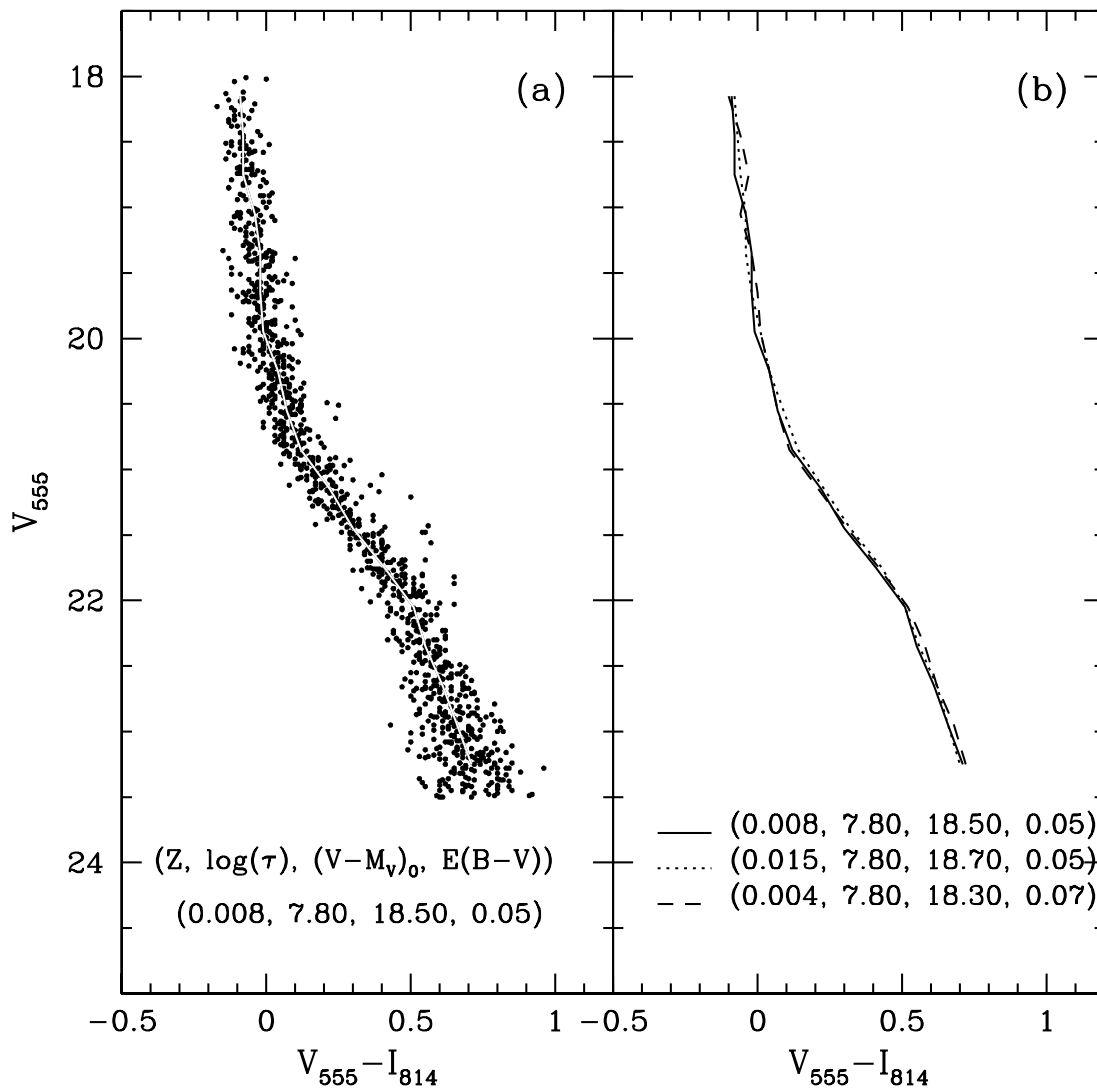


Fig. 4.4: Comparação entre linhas fiduciais via experimento controlado para os parâmetros típicos dos aglomerados mais jovens de nossa amostra (NGC 1805 e NGC 1818). O painel (a) mostra o CMD usado como falsa observação e sua linha fiducial. Duas outras linhas fiduciais provenientes de modelos considerados estatisticamente tão bons quanto o de entrada são mostrados no painel (b).

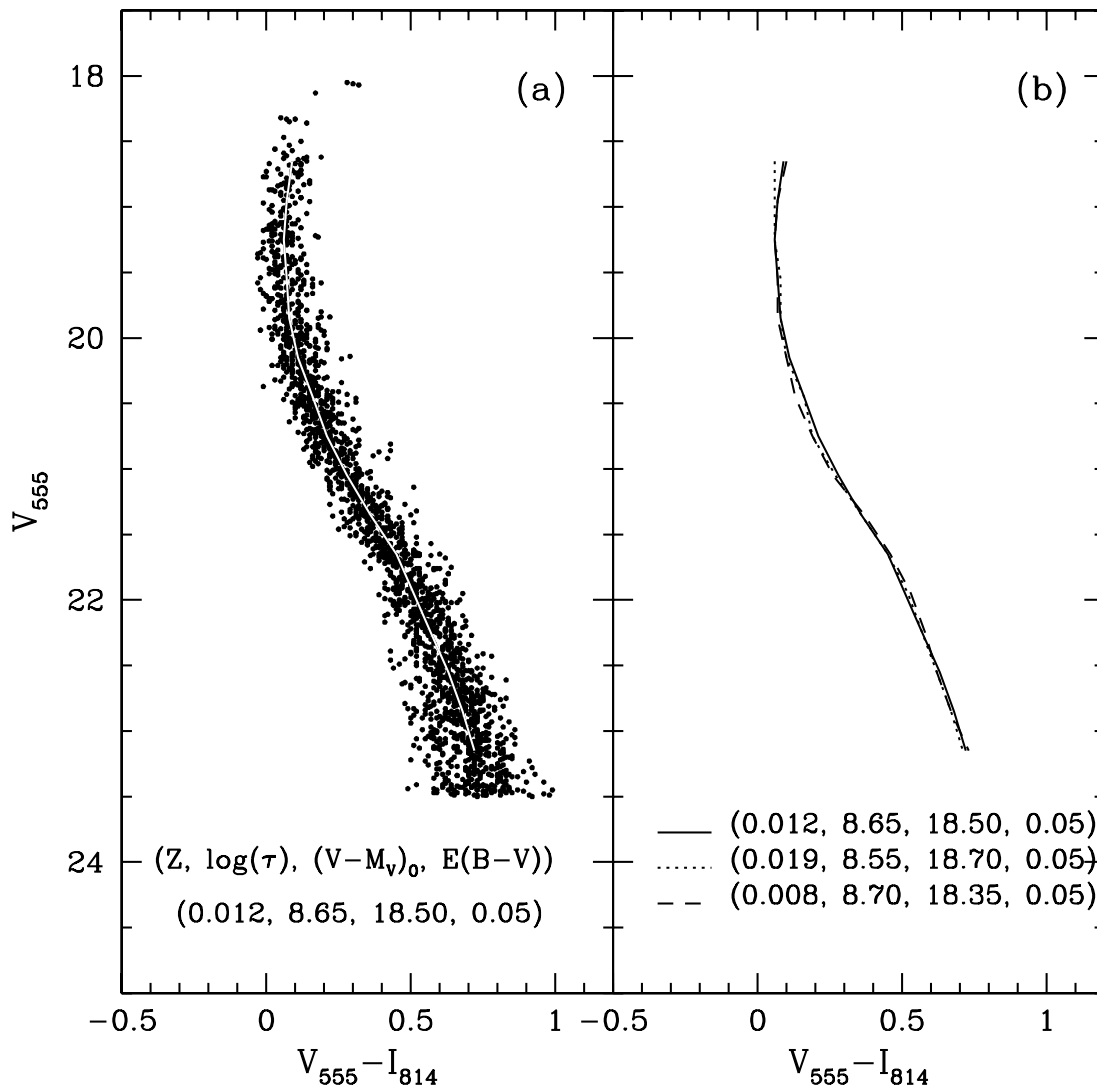


Fig. 4.5: Idem à figura 4.4, mas para os parâmetros típicos dos aglomerados de idade intermediária (NGC 1831 e NGC 1868).

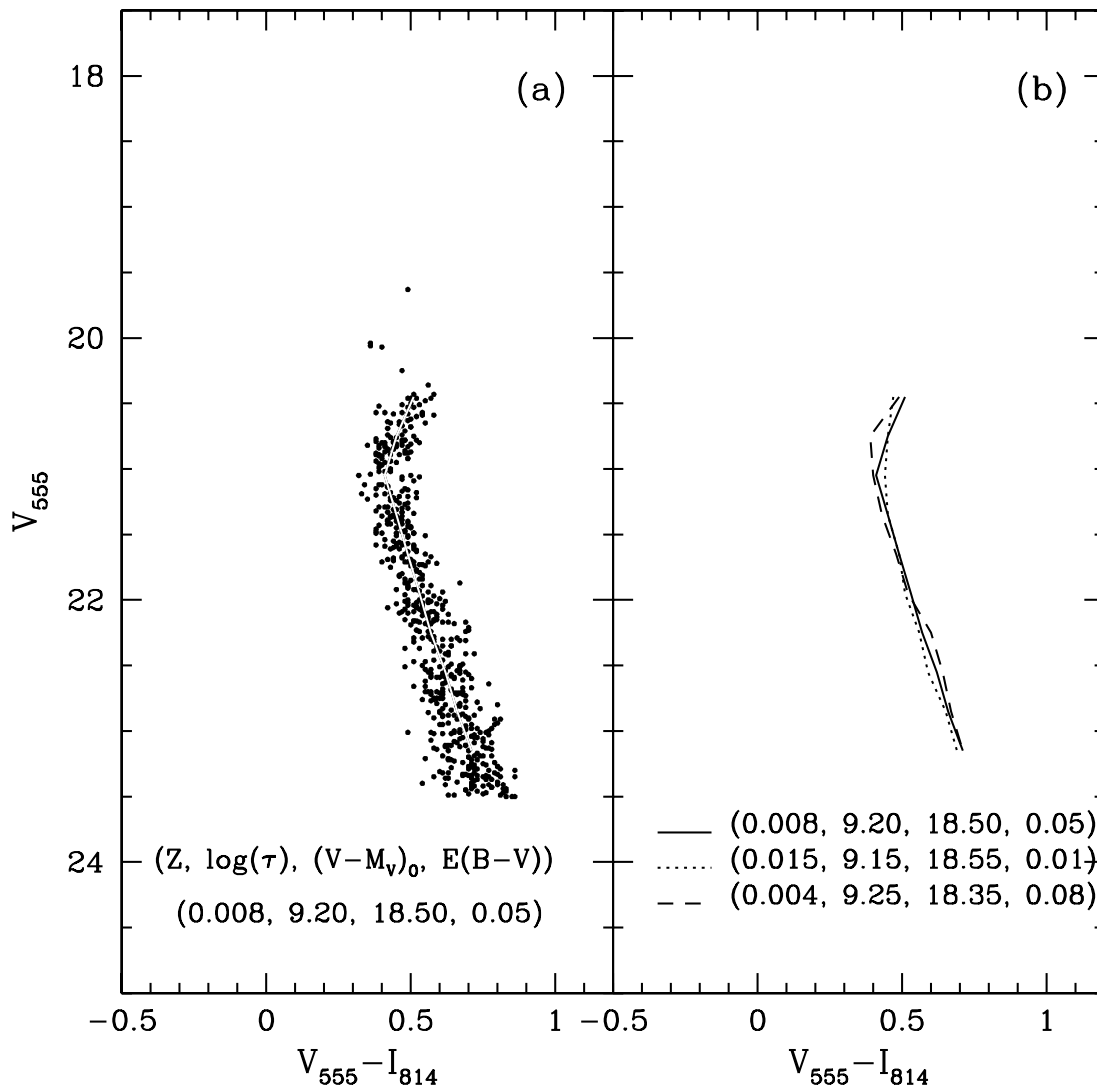


Fig. 4.6: Idem à figura 4.4, mas para os parâmetros típicos do aglomerado mais velho de nossa amostra (Hodge 14).

Aglomerado	$10^2 Z_{in}$	$10^2 Z_{out}$	$\log(\tau)_{in}$	$\log(\tau)_{out}$	$(V - M_V)_{0_{in}}$	$(V - M_V)_{0_{out}}$	$E(B-V)_{in}$	$E(B-V)_{out}$
NGC 1805	0.80	0.80 ± 0.33	7.80*	7.80*	18.50	18.51 ± 0.13	0.050	0.057 ± 0.009
NGC 1818	0.60	0.60 ± 0.23	7.80*	7.80*	18.50	18.50 ± 0.12	0.050	0.051 ± 0.010
NGC 1831	1.20	1.38 ± 0.30	8.65	8.61 ± 0.06	18.50	18.55 ± 0.10	0.050	0.050 ± 0.014
NGC 1868	0.80	0.75 ± 0.20	8.85	8.88 ± 0.06	18.50	18.47 ± 0.10	0.050	0.050 ± 0.015
Hodge 14	0.80	0.82 ± 0.32	9.20	9.20 ± 0.05	18.50	18.48 ± 0.12	0.050	0.054 ± 0.024

* Adotamos apenas esta idade para os aglomerados mais jovens, como discutido na Sec. 3.3.

Tab. 4.1: Resultados dos experimentos controlados utilizando-se a comparação entre linhas fiduciais como ferramenta de análise. Os índices “in” e “out” referem-se, respectivamente, aos valores do modelo usado como falsa observação e aos valores determinados em sua análise.

e discriminar um CMD modelado que melhor reproduza as características de um CMD observado.

Para compararmos os CMDs utilizamos quatro estatísticas: χ_γ^2 , pss , W e L . Todas elas efetuam de alguma forma comparações entre contagens de estrelas em caixas no plano do CMD. Como tratam-se de estatísticas não paramétricas, não possuem a princípio um intervalo de valores que definem os melhores modelos. Dessa forma, podemos dizer que elas precisam ser “calibradas” para cada situação, o que é feito através da construção de uma distribuição de valores para cada modelo obtida por meio de comparações com 100 realizações deste modelo. Assim, a média desta distribuição e sua dispersão fornecem, respectivamente, o valor da estatística para o modelo e seus limites aceitáveis de compatibilidade. De uma maneira mais formal, estes dois valores estão nos falando sobre a probabilidade da observação pertencer à população de possíveis realizações de um dado modelo.

Estatística χ_γ^2

Sejam o_i e m_i a contagem de estrelas observada e modelada na i -ésima caixa no CMD, respectivamente. A estatística χ_γ^2 é assim definida (Mighell (1999)) [66]:

$$\chi_\gamma^2 = \sum_{i=1}^{N_b} \frac{(o_i - m_i + 1)^2}{o_i + 1} \quad (4.3)$$

onde N_b é o número de caixas usadas dentro do CMD, construídas com intervalos de 0.03 em $(V_{555} - I_{814})$ e 0.20 em V_{555} , originando tipicamente 150 caixas ao longo da MS. Note que esta estatística é essencialmente uma medida de “dispersão” entre duas distribuições de pontos em um plano. Dessa forma, quanto menor o seu valor, melhor é o modelo.

Estatística pss

Esta estatística foi primeiramente usada por Santiago & Strauss (1992) [76] em um diferente contexto do atual, para o estudo de segregação espacial de galáxias. Seu valor é proporcional à probabilidade adjunta de que duas distribuições bidimensionais de pontos sejam realizações de uma mesma população de distribuições. Dessa forma, quanto maior for o valor de pss , mais compatíveis são estas duas distribuições.

Seja a i -ésima caixa no CMD e os $m_{i,j}$ valores de contagens de pontos nesta caixa para as $j=1,100$ realizações de um dado modelo. Seja também m_i a mediana da distribuição de valores de $m_{i,j}$. A estatística pss é calculada a partir da posição percentil p_i de $|o_i - m_i|$ dentro da distribuição de $|m_i - m_{i,j}|$ utilizando-se a expressão

$$pss = \sum_{i=1}^{N_b} \log(100 - p_i(\%)). \quad (4.4)$$

Os intervalos em V_{555} e $(V_{555} - I_{814})$ são os mesmos que nas estatísticas χ_γ^2 e W , apresentada a seguir.

Estatística W

A terceira estatística é a W de Saha (Saha (1998) [74], Valls-Gabaud & Lastennet (1999) [82]), assim definida:

$$W = \prod_{i=1}^{N_b} \frac{(m_i + o_i)!}{m_i! o_i!} \quad (4.5)$$

ou

$$\log(W) = \sum_{i=1}^{N_b} \log \left[\frac{(m_i + o_i)!}{m_i! o_i!} \right]. \quad (4.6)$$

Como o valor de W é proporcional a probabilidade do modelo ser compatível com a observação, quanto maior for o valor desta estatística melhor será o modelo.

Estatística L

A última estatística apresentada trata-se de uma versão empírica para a estatística de verossimilhança (*likelihood*) descrita e usada por Hernandez et al. (1999) [36]. Seja a i -ésima caixa no plano do CMD, a probabilidade P_i de uma estrela ser sorteada em uma realização de um modelo é dada por

$$P_i = \frac{N_i}{100 N_{obs}}, \quad (4.7)$$

onde N_i é o número total de estrelas modeladas na i -ésima caixa para todas as 100 realizações deste modelo e N_{obs} o número total de estrelas observadas. Podemos interpretar portanto P_i como uma função de probabilidade ao longo do plano do CMD. A estatística L é então definida como

$$L = \prod_{i=1}^{N_b} P_i^{N_{i,obs}} \quad (4.8)$$

ou

$$\log(L) = \sum_{i=1}^{N_b} N_{i,obs} \log(P_i) \quad (4.9)$$

$$\log(L) = \sum_{i=1}^{N_b} N_{i,obs} \log \left(\frac{N_i}{100 N_{obs}} \right), \quad (4.10)$$

$$\log(L) = -N_{obs}(2 + \log N_{obs}) + \sum_{i=1}^{N_b} N_{i,obs} \log N_i \quad (4.11)$$

onde o $N_{i,obs}$ é o número de estrelas observadas na i -ésima caixa. Assim como as estatísticas ps e W , quanto maior for o valor de L melhor será o modelo em relação à observação.

De uma maneira geral, a capacidade das estatísticas em discriminar os melhores modelos e, portanto, o sucesso do método, depende de vários fatores. Entre eles destacam-se o próprio número de estrelas e a influência da variação dos parâmetros de entrada do modelo (Z , τ , $(V - M_V)_0$, $E(B-V)$) na posição destas estrelas no CMD. Em termos de número de estrelas, os aglomerados NGC 1831 e NGC 1868, com mais de 2000 estrelas na PC/CEN, levam vantagem sobre os demais, sendo Hodge 14 o mais prejudicado, uma vez que subtraída a contaminação por estrelas de campo ele conta com apenas com 582 estrelas. Também por ser o mais velho, a análise deste aglomerado torna-se ainda mais complicada, uma vez que a resolução da idade no CMD diminui a medida que a população é mais velha. Pelo lado dos aglomerados mais jovens, ambiguidades nas soluções acabam surgindo naturalmente pela ausência da observação das estrelas próximas ao TO, como havia sido antecipado na Sec. 4.1.1.

A análise de um CMD observado depende da identificação dos melhores modelos, ilustrada através do que chamamos de diagramas de diagnóstico (dd). Tais diagramas são planos que confrontam os valores de duas estatísticas de comparação de CMDs. A figura 4.7 mostra exemplos de dd's para uma grade de modelos de um experimento controlado, onde cada ponto no diagrama simboliza a posição de um modelo de acordo com seus valores de estatística quando comparado com a falsa observação. Através dos diferentes dd's podemos notar claramente a correlação entre as quatro estatísticas empregadas. Os melhores modelos são identificados, por exemplo no dd de $\log(W)$ vs. $\log(\chi_\gamma^2)$ (painel inferior esquerdo), por estarem na região de altos valores de $\log(W)$ e baixos valores de $\log(\chi_\gamma^2)$.

Olhando em detalhes um dd podemos analisar individualmente as tendências nos valores de cada parâmetro global. As figuras 4.8 e 4.9 ilustram isso para um experimento controlado usando a grade de modelos de NGC 1868, onde os CMDs simulados contém cerca de 2000 estrelas. Em cada uma destas figuras a região dos melhores modelos é mostrada nos painéis à direita, cujos valores de um dado parâmetro físico são explicitados através de um código de símbolos. As linhas pontilhadas definem os intervalos de 1σ em cada estatística a partir do melhor modelo. Note, como seria de se esperar, que o modelo usado como falsa observação

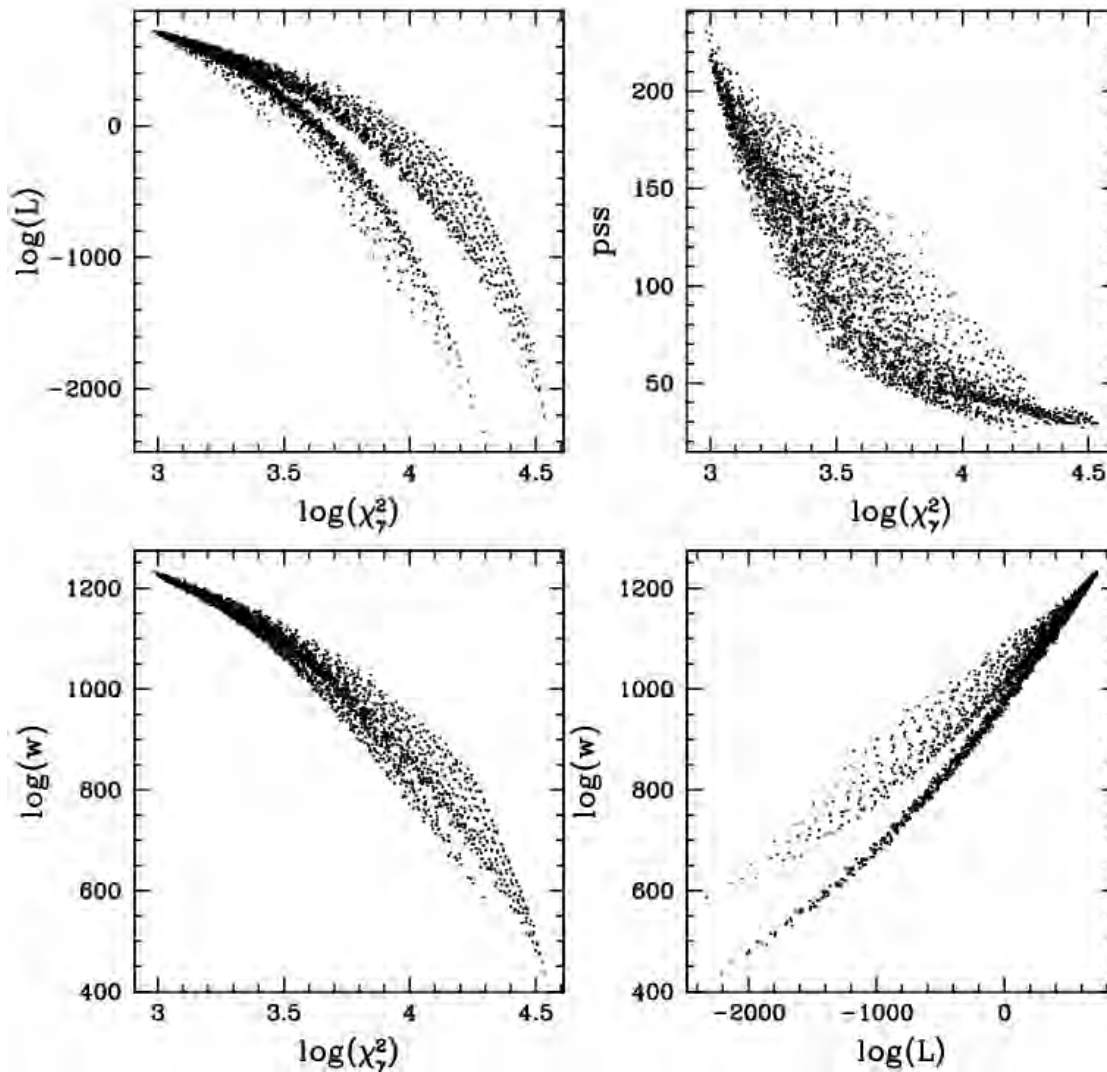


Fig. 4.7: Exemplos de diagramas de diagnóstico (dd) para todas as estatísticas apresentadas no texto. Para esta figura foi usada a grade de modelos de NGC 1868 quando comparada com uma falsa observação. Cada ponto mostra os valores de duas estatísticas para um dado modelo dentro desta grade.

no experimento controlado está dentro deste intervalo e neste caso é também diagnosticado como o melhor modelo.

Para determinarmos o valor de cada parâmetro global selecionamos os modelos que **simultaneamente** satisfazem um critério de 2σ em **todas** as estatísticas. Como aplicamos sempre grades regulares no espaço de parâmetros é de se esperar que, para um dado parâmetro, a frequência de um determinado valor dentro deste intervalo de 2σ seja proporcional à probabilidade da observação possuir este valor. Considerando ainda que todos estes modelos sejam equivalentemente compatíveis com a observação, o valor de um determinado parâmetro x será dado pela média dos modelos com incerteza fornecida pela dispersão em torno dela.

As figuras 4.10-4.12 apresentam os resultados de 5 experimentos controlados, um para cada aglomerado, onde buscamos usar como falsas observações CMDs simulados com os valores intermediários da grade de modelos. A figura 4.10 ilustra o espaço de parâmetros $\log(\tau)$ vs. Z para os aglomerados que tiveram sua idade determinada, onde é possível verificar que os valores determinados de idade e metalicidade pela média dos melhores modelos está, dentro das incertezas permitidas, de pleno acordo com os da falsa observação. É possível também diagnosticar uma leve relação idade-metalicidade no sentido de que ajustes estatisticamente semelhantes podem ser obtidos tanto por modelos mais jovens e mais ricos em metais quanto por modelos mais velhos e com menores valores de Z . Pensando em uma metalicidade fixa, o espalhamento em idade nesta relação é consequência direta da influência dos outros dois parâmetros globais, analisados a seguir.

A determinação de $(V - M_V)_0$ é apresentada na figura 4.11, que mostra o espaço de parâmetros $(V - M_V)_0$ vs. Z . Mais uma vez os valores determinados estão de acordo com os da falsa observação, onde a incerteza parece estar relacionada fortemente com o número de estrelas observadas. Tanto os aglomerados jovens quanto Hodge 14 possuem uma incerteza em $(V - M_V)_0$ que praticamente varre todos os valores explorados. É interessante perceber que há também uma relação entre $(V - M_V)_0$ e Z dentro dos melhores modelos, onde menores valores de $(V - M_V)_0$ combinados com baixos valores de Z produzem modelos

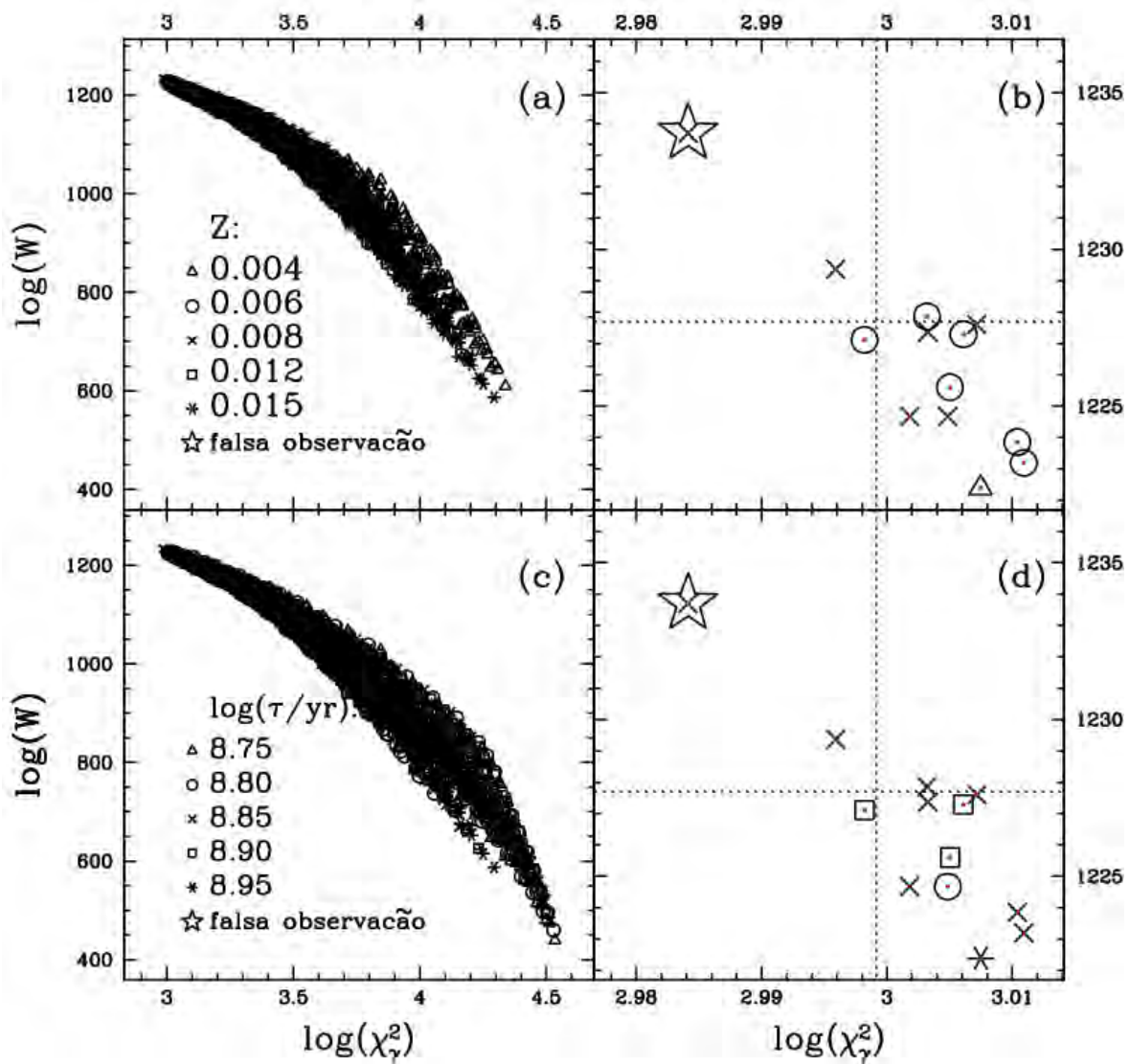


Fig. 4.8: Diagrama de diagnóstico $\log(W)$ vs. $\log(\chi_\gamma^2)$ para o experimento controlado de NGC 1868 mostrando os efeitos da variação na metalicidade (painéis (a) e (b)) e na idade (painéis (c) e (d)). A legenda para os símbolos são indicadas nos painéis da esquerda. Os painéis da direita mostram em detalhes os melhores modelos, onde a linha pontilhada indica o nível de 1σ na variação de cada estatística para a posição do melhor modelo. Por uma questão de clareza nem todos os modelos são mostrados com símbolos, porém suas posições são marcadas com pontos caso eles apareçam nos painéis à direita.

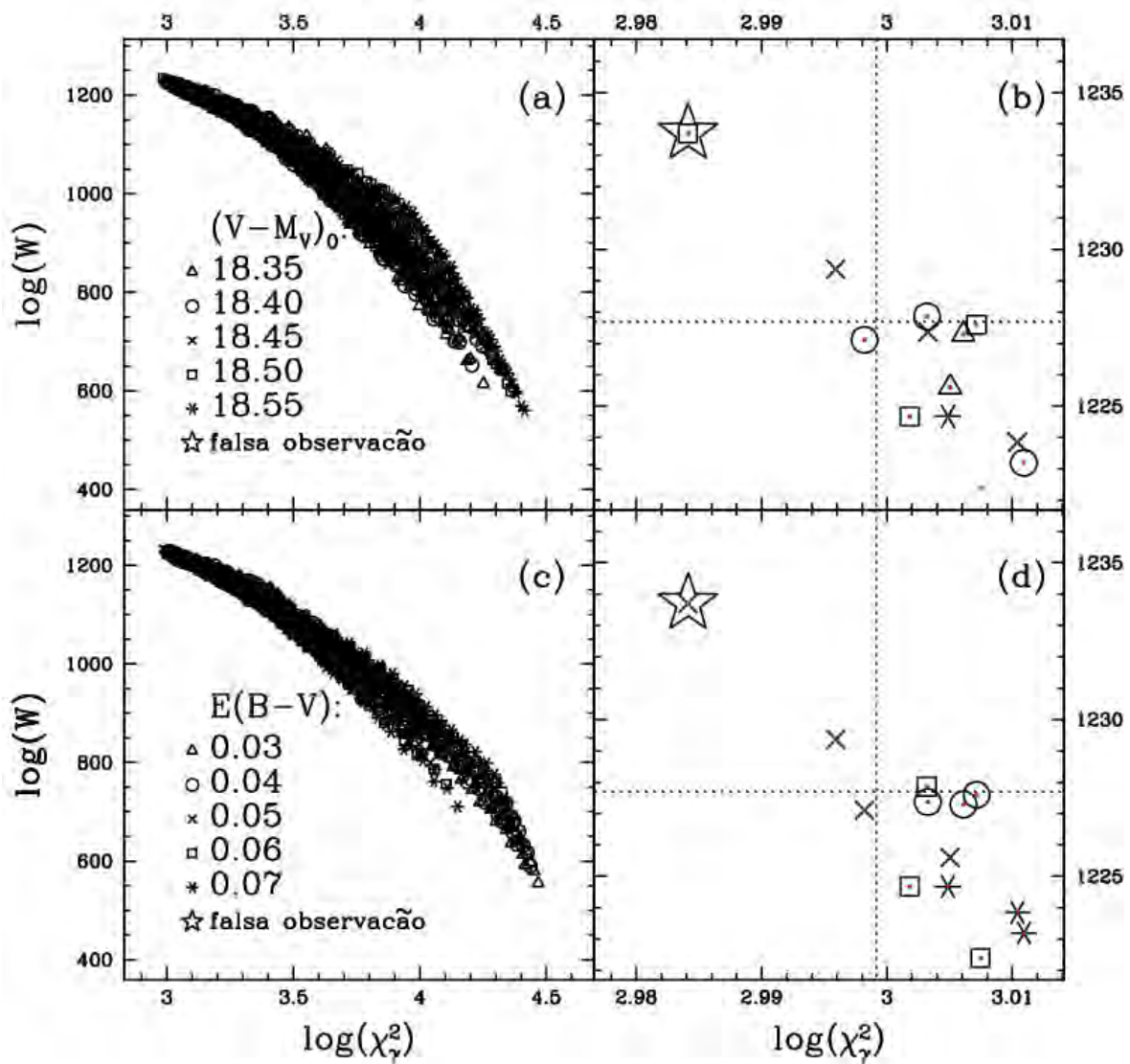


Fig. 4.9: Diagrama de diagnóstico $\log(W)$ vs. $\log(\chi_\gamma^2)$ para o experimento controlado de NGC 1868 mostrando os efeitos da variação em $(V - M_V)_0$ (painéis (a) e (b)) e em $E(B - V)$ (painéis (c) e (d)). A legenda para os símbolos são indicadas nos painéis da esquerda. Os painéis da direita mostram em detalhes os melhores modelos, onde a linha pontilhada indica o nível de 1σ na variação de cada estatística para a posição do melhor modelo. Por uma questão de clareza nem todos os modelos são mostrados com símbolos, porém suas posições são marcadas com pontos caso eles apareçam nos painéis à direita.

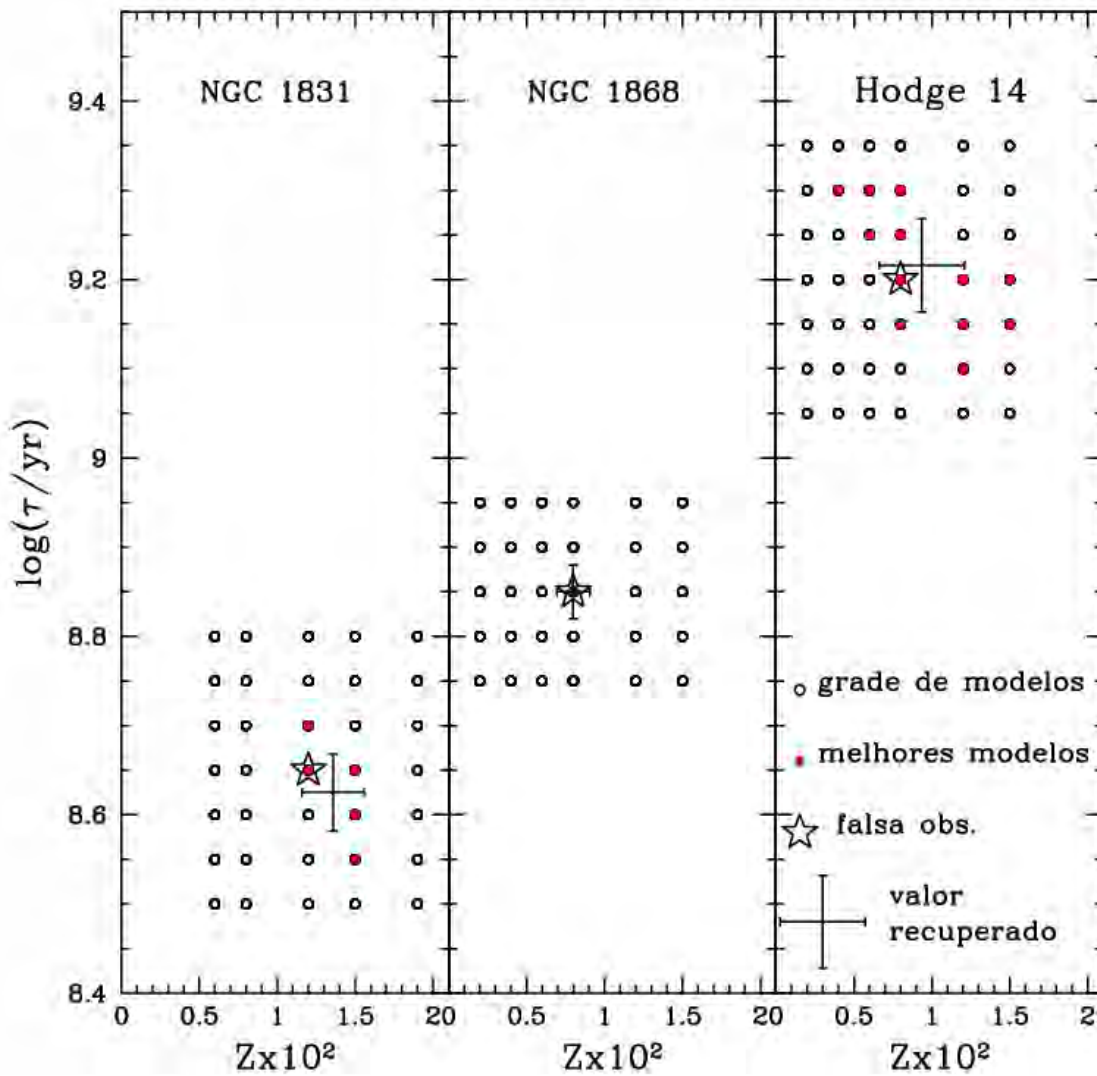


Fig. 4.10: Espaço de parâmetros $\log(\tau)$ vs. Z ilustrando a determinação destes parâmetros via comparações de CMDs em três experimentos controlados que utilizaram a grade de modelos para a PC/CEN de NGC 1831 (2078 estrelas), NGC 1868 (2304 estrelas) e Hodge 14 (582 estrelas). Os círculos mostram as posições dentro do espaço de parâmetros exploradas pela grade de modelos. Círculos cheios correspondem aos melhores modelos. A posição da falsa observação é indicada por uma estrela. O valor de cada parâmetro determinado por esta ferramenta de análise (com a incerteza em 1σ) é mostrado em cada painel como uma cruz.

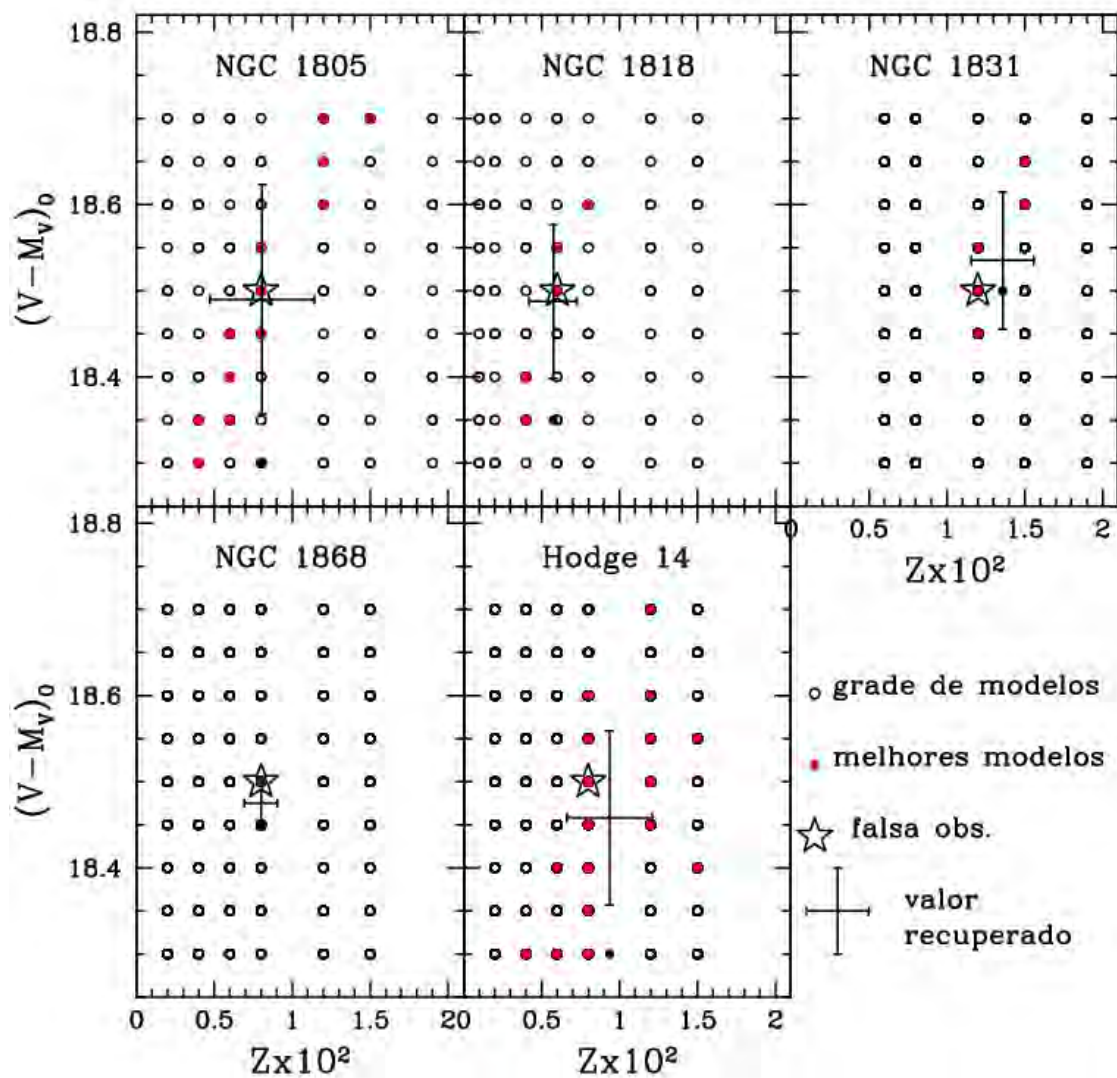


Fig. 4.11: Espaço de parâmetros $(V-M_V)_0$ vs. Z ilustrando a determinação destes parâmetros via comparações de CMDs em 5 experimentos controlados que utilizaram a grade de modelos para a PC/CEN de NGC 1805 (1059 estrelas), NGC 1818 (1400 estrelas), NGC 1831 (2078 estrelas), NGC 1868 (2304 estrelas) e Hodge 14 (582 estrelas). Os círculos mostram as posições dentro do espaço de parâmetros exploradas pela grade de modelos. Círculos cheios correspondem aos melhores modelos. A posição da falsa observação é indicada por uma estrela. O valor de cada parâmetro determinado por esta ferramenta de análise (com a incerteza em 1σ) é mostrado em cada painel como uma cruz.

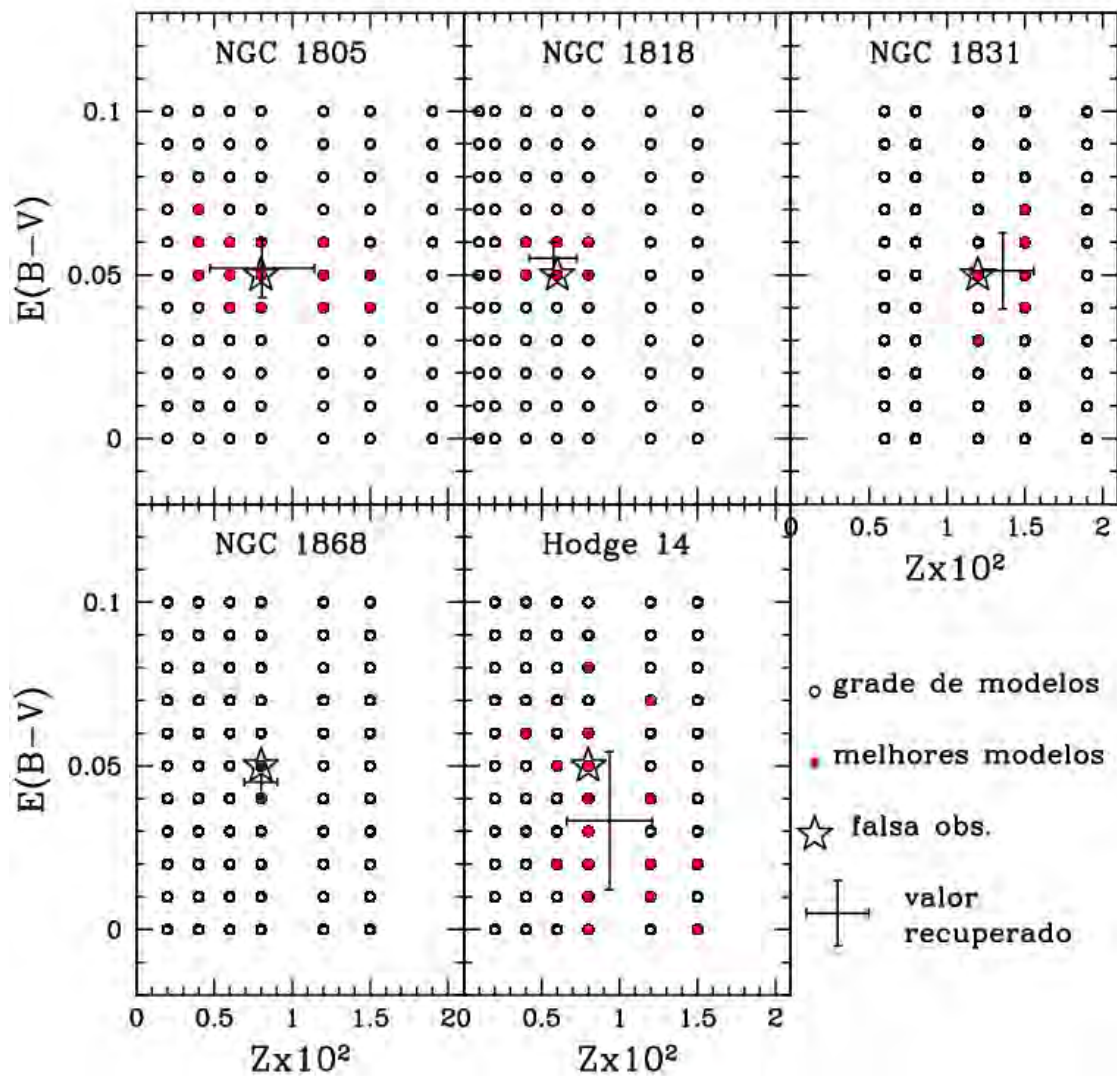


Fig. 4.12: Espaço de parâmetros $E(B-V)$ vs. Z ilustrando a determinação destes parâmetros via comparações de CMDs em 5 experimentos controlados que utilizaram a grade de modelos para a PC/CEN de NGC 1805 (1059 estrelas), NGC 1818 (1400 estrelas), NGC 1831 (2078 estrelas), NGC 1868 (2304 estrelas) e Hodge 14 (582 estrelas). Os círculos mostram as posições dentro do espaço de parâmetros exploradas pela grade de modelos. Círculos cheios correspondem aos melhores modelos. A posição da falsa observação é indicada por uma estrela. O valor de cada parâmetro determinado por esta ferramenta de análise (com a incerteza em 1σ) é mostrado em cada painel como uma cruz.

estatisticamente equivalentes ao originados fazendo-se o inverso.

A figura 4.12 mostra o espaço de parâmetros $E(B-V)$ vs. Z , onde é possível perceber que a determinação de $E(B-V)$ recupera muito bem o valor usado para construir a falsa observação. Em relação aos demais parâmetros globais, este parece ser o mais robustamente recuperado, tendo tipicamente incertezas da ordem de 0.01 (exceto para Hodge 14, com 0.02).

Por fim a tabela 4.2 sumariza as determinações dos experimentos controlados via análise em 2D.

Aglomerado	$10^2 Z_{in}$	$10^2 Z_{out}$	$\log(\tau)_{in}$	$\log(\tau)_{out}$	$(V - M_V)_{0_{in}}$	$(V - M_V)_{0_{out}}$	$E(B-V)_{in}$	$E(B-V)_{out}$
NGC 1805	0.80	0.81 ± 0.34	7.80*	7.80*	18.50	18.49 ± 0.13	0.050	0.052 ± 0.009
NGC 1818	0.60	0.58 ± 0.16	7.80*	7.80*	18.50	18.49 ± 0.09	0.050	0.055 ± 0.005
NGC 1831	1.20	1.36 ± 0.20	8.65	8.63 ± 0.04	18.50	18.54 ± 0.08	0.050	0.051 ± 0.012
NGC 1868	0.80	0.80 ± 0.10	8.85	8.85 ± 0.03	18.50	18.48 ± 0.03	0.050	0.045 ± 0.005
Hodge 14	0.80	0.94 ± 0.27	9.20	9.22 ± 0.05	18.50	18.46 ± 0.10	0.050	0.033 ± 0.021

* Adotamos apenas esta idade para os aglomerados mais jovens, como discutido na Sec. 3.3.

Tab. 4.2: Resultados dos experimentos controlados utilizando-se a comparação entre CMDs como ferramenta de análise. Os índices “in” e “out” referem-se, respectivamente, aos valores de entrada do modelo usado como falsa observação e aos valores determinados em sua análise.

4.2 Função de Massa

A Função de Massa do Presente (*Present Day Mass Function* - PDMF - $\xi(m)$) nos informa a distribuição do número de estrelas em função da massa atual das estrelas. Dessa forma, a PDMF em um aglomerado se difere da IMF pela própria evolução estelar e por efeitos dinâmicos. Tais efeitos dinâmicos deixam suas assinaturas na PDMF, fazendo com que existam variações espaciais na sua inclinação (α). Por este motivo procuramos aplicar e desenvolver ferramentas de análise capazes de obter a própria PDMF e/ou sua inclinação

em diferentes regiões espaciais do aglomerado. É inevitável que tais ferramentas tenham por trás de si uma hipótese inicial para a conversão da informação de luminosidade em massa. Dessa forma, evidentemente não há como escapar das incertezas associadas aos modelos de evolução e interiores estelares quando se determina a massa de uma estrela a partir de sua luminosidade. Entretanto, efeitos como o binarismo não resolvido, que alteram a conversão de luminosidade em massa, podem ser consistentemente introduzidos no método de análise. Pensando na forma como esta conversão é feita podemos separar os métodos de análise em aqueles que recuperam a informação sobre a massa das estrelas diretamente da magnitude em uma banda, ignorando portanto os dados sobre cor, e os que fazem isso utilizando o próprio plano do CMD. Denominamo-os respectivamente de métodos de análise 1D e 2D.

Como dito no Cap. 3, parametrizamos a PDMF como uma lei de potência do tipo

$$\xi(m) = \frac{dN}{dm} = \xi_0 m^{-\alpha}, \quad (4.12)$$

onde, como referência, o valor da inclinação dado por Salpeter (1955) [75] é $\alpha = 2.35$.

Em termos de contagem de estrelas em intervalos logarítmicos, a PDMF é geralmente escrita da seguinte forma:

$$\xi'(m) = \frac{dN}{d \log m} = \xi'_0 m^\gamma. \quad (4.13)$$

A relação entre estas duas definições de PDMF é dada por

$$\xi(m) = \xi'(m) \frac{d \log m}{dm} = \log e m^{-1} \xi'(m). \quad (4.14)$$

Assim,

$$\xi_0 m^{-\alpha} = \log e \xi'_0 m^{\gamma-1} \quad (4.15)$$

e portanto

$$\alpha = 1 - \gamma \quad (4.16)$$

e

$$\xi_0 = \log e \xi'_0. \quad (4.17)$$

Dessa forma $\gamma = -1.35$ equivale ao valor de Salpeter de $\alpha = 2.35$.

É importante ressaltar que **definir** a PDMF em intervalos lineares ou logaritmos é diferente de **expressar** esta grandeza em uma escala linear ou logarítmica. Ambas definições de PDMF podem ser expressas em escala logarítmica, transformando uma lei de potência em reta e dando sentido ao termo “inclinação” para os expoentes. Fazendo isso temos

$$\log(\xi(m)) = -\alpha \log m + \log \xi_0 \quad (4.18)$$

e

$$\log(\xi'(m)) = \gamma \log m + \log \xi'_0 = (1 - \alpha) \log m + \log \xi'_0 \quad (4.19)$$

Estas diferentes definições de uma MF qualquer têm sido uma constante fonte de confusão na literatura, o que especialmente pode ser delicado tendo em vista que as diferenças em módulo entre os expoentes α e γ é de uma unidade, o que é consistente com variações físicas relatadas na literatura. O artigo de Kennicutt (1998) [50] é uma boa tentativa no sentido de uniformizar a notação e minimizar eventuais interpretações errôneas advindas deste problema.

4.2.1 Análise em 1D

O primeiro método a ser apresentado consiste em estimar a massa de cada estrela diretamente de sua magnitude aparente, ignorando a informação sobre sua cor e reduzindo de uma maneira simplificada o problema a uma dimensão. Para fazermos esta conversão de luminosidade em massa aplicamos uma isócrona com valores para os parâmetros globais obtidos pelos métodos explicados na Sec. 4.1, estabelecendo uma relação direta entre magnitude aparente V_{555} e a massa atual de cada estrela. Com os valores de massa para cada estrela em

mãos, podemos contá-las em intervalos lineares em massa e obtermos a $\xi(m)$. Este método é completamente equivalente ao método de conversão de uma função de luminosidade (LF - $\Phi(M_V)$) em uma PDMF, obtida através da seguinte relação:

$$\chi(m) = -\Phi(M_V) \left(\frac{dm(M_V)}{dM_V} \right)^{-1}, \quad (4.20)$$

onde $\frac{dm(M_V)}{dM_V}$ é a derivada da relação massa-luminosidade para a banda V, que depende de $\log(\tau)$ e Z da população estelar. Aqui está a dependência explícita da conversão da LF em PDMF com a teoria de evolução e interiores estelares, o que se torna mais sensível por ela não se dar pela própria relação massa-luminosidade, mas por sua derivada. Cabe ressaltar que as próprias incertezas na idade e metalicidade adotadas para a população estelar são geralmente fontes maiores de incertezas do que as oriundas dos modelos de evolução estelar (de Grijs et al. (2002b) [25]).

Para testar a eficiência deste método lançamos mão de uma série de experimentos controlados, que consistem essencialmente em um investigação sobre a influência das incertezas nos parâmetros globais na determinação da inclinação da PDMF. Em cada um destes experimentos buscamos determinar α (α_{out}) de 100 CMDs com $\log(\tau)=7.80$, 800 estrelas e valor conhecido para a inclinação da PDMF (α_{in}). Este número de estrelas é típico para as amostras em regiões concêntricas observadas nos aglomerados e que passaram por esta análise, como mostrado no Cap. 5. Determinamos então a média de α_{out} e a dispersão em torno dela (σ_α) para quantificar, respectivamente, as incertezas sistemáticas e aleatórias na determinação deste parâmetro que são inerentes à análise em 1D.

A figura 4.13 mostra 4 exemplos de PDMFs recuperadas de CMDs simulados para diferentes valores de α . Note como há variações da ordem de 0.3 nos valores de α_{out} em relação ao valor de entrada na simulação. Buscando separar as causas destas variações, realizamos dois tipos de experimentos controlados: um variando f_{bin} e outro variando Z . Os resultados do primeiro experimento são mostrados na figura 4.14, que revela que a análise em 1D tende a subestimar a inclinação da para $\alpha_{in} \lesssim 3.2$ no caso onde $f_{bin} = 1.0$, efeito que torna-se cada vez mais importante à medida que a própria PDMF é menos inclinada, chegando a um fator

de 0.3 para $\alpha_{in} \sim 1.0$. Além disso, as incertezas aleatórias na determinação de α crescem com o próprio valor do parâmetro, atingindo $\sigma_\alpha \sim 0.20$ para $\alpha_{in} \gtrsim 3.2$, onde curiosamente existe uma leve tendência de superestimativa da inclinação da PDMF por algo em torno de 0.05.

Pensando em todos os efeitos possíveis, construímos a figura 4.15 que mostra a dependência da determinação de α com os efeitos causados pelas incertezas em Z quando combinadas com o binarismo não resolvido. Podemos ver nesta figura, que apresenta os resultados do segundo experimento controlado, o quanto α_{out} pode variar de acordo com o Z adotado para a isócrona (Z_{isot}) que estabelece a relação massa-luminosidade. Neste caso todos os CMDs simulados foram construídos com metalicidade de entrada (Z_{in}) de 0.008. Em comparação ao binarismo não resolvido as incertezas na metalicidade não produzem um efeito tão dramático na determinação de α . Uma hipótese errada para Z da ordem de 0.005 pode fazer com que α_{out} seja sistematicamente diferente de α_{in} por um fator 0.05, onde o viés parece depender do próprio valor de α_{in} . Entretanto, a combinação da presença de binárias com as incertezas em Z pode levar a determinações de α de 0.95 ± 0.10 , 2.30 ± 0.15 e 3.25 ± 0.22 quando de fato este parâmetro vale 1.20, 2.40 e 3.20, respectivamente.

Através destas figuras potencialmente conhecemos as incertezas trazidas à determinação de α pelo binarismo não resolvido e por hipóteses errôneas sobre metalicidade, o que nos credencia a impor limites de confiabilidade para a determinação da inclinação da PDMF em nossas observações bem como a aplicação de uma provável correção.

4.2.2 Análise em 2D (ou comparações entre CMDs)

O método de análise em 2D consiste em utilizar a distribuição de pontos no plano do CMD para determinar a PDMF. Assim como explicado na Sec. 4.1.3, esta determinação é feita por meio de comparações entre CMDs modelados e o observado com a aplicação de critério objetivos. Se por um lado este tipo de análise potencialmente supera a análise em 1D, por estabelecer a PDMF diretamente pela comparação de CMDs, por outro lado ela tem a desvantagem de sofrer mais drasticamente com os efeitos estocásticos, uma vez

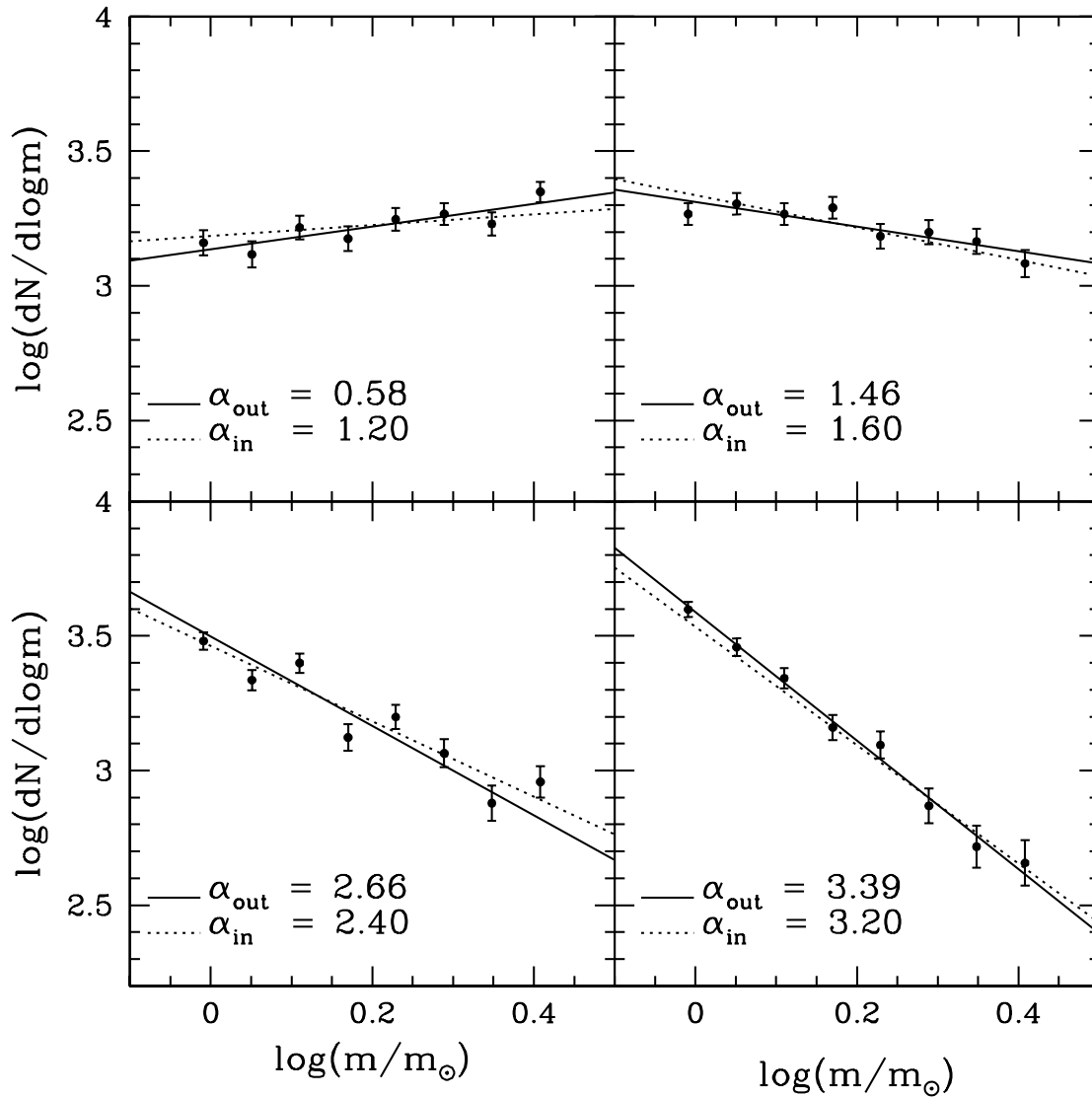


Fig. 4.13: Determinação da PDMF via análise em 1D para diferentes CMDs artificiais. Os valores da inclinação da PDMF de entrada no modelamento (α_{in}) e recuperados pelo método (α_{out}) são mostrados em cada painel. Os demais parâmetros usados na geração dos CMDs foram $Z=0.008$, $\log(\tau)=7.80$, $(V - M_V)_0 = 18.50$, $E(B-V)=0.05$, $f_{bin} = 1.00$ e $N=800$ estrelas. As isócronas usadas para estabelecer a relação massa-luminosidade usaram os mesmos parâmetros globais.

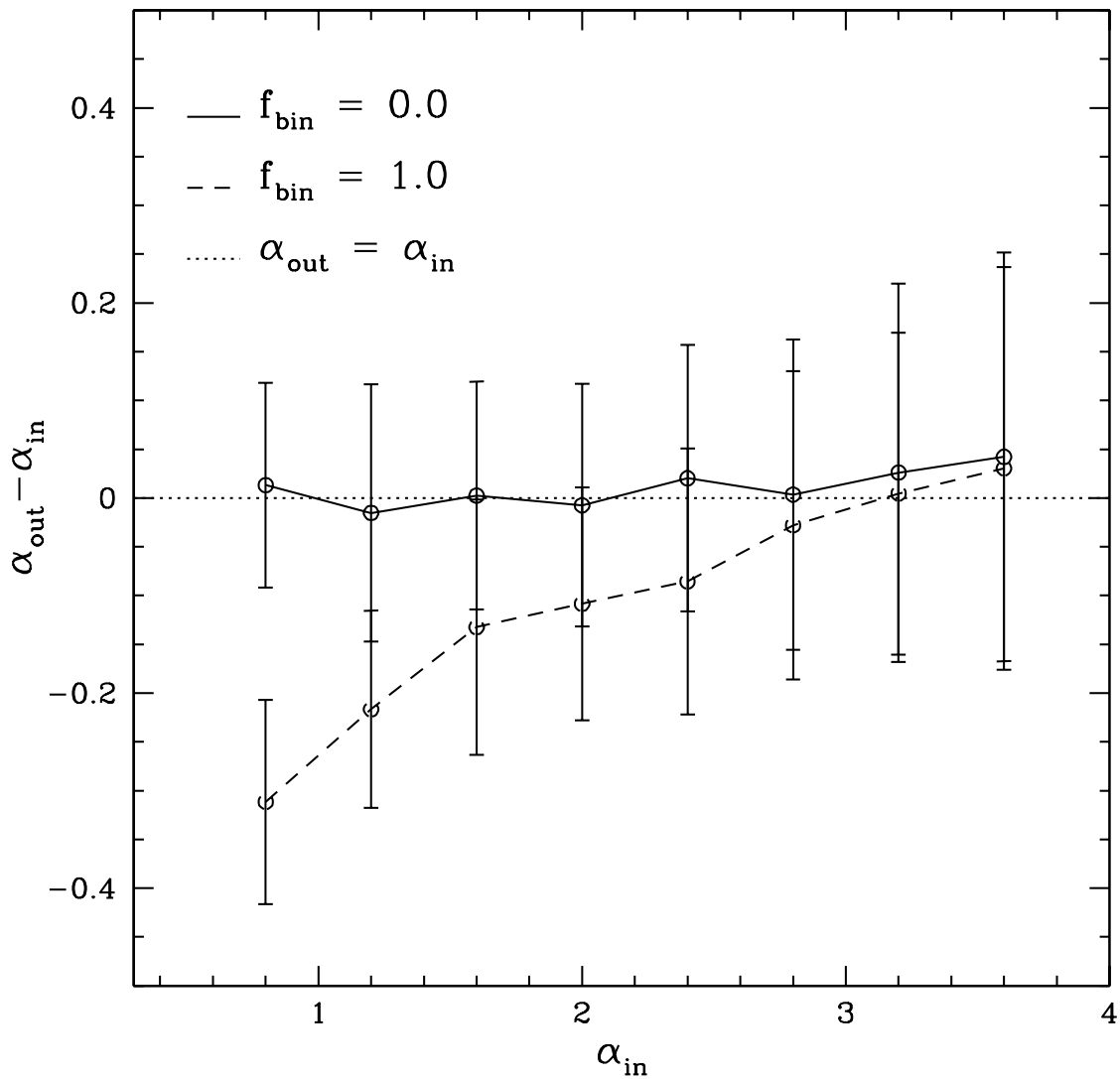


Fig. 4.14: Resultados de um experimento controlado para avaliar o efeito do binarismo não resolvido na determinação de α via análise em 1D. A figura confronta a diferença entre o valor real e o determinado de α em função do próprio valor de entrada no modelamento de CMDs. Os diferentes valores de f_{bin} usados na geração dos CMDs artificiais são mostrados na figura. Os demais parâmetros usados no modelamento dos CMDs foram $Z=0.008$, $\log(\tau)=7.80$, $(V - M_V)_0 = 18.50$, $E(B-V)=0.05$, e $N=800$ estrelas. As isócronas usadas para estabelecer a relação massa-luminosidade usaram os mesmos parâmetros globais.

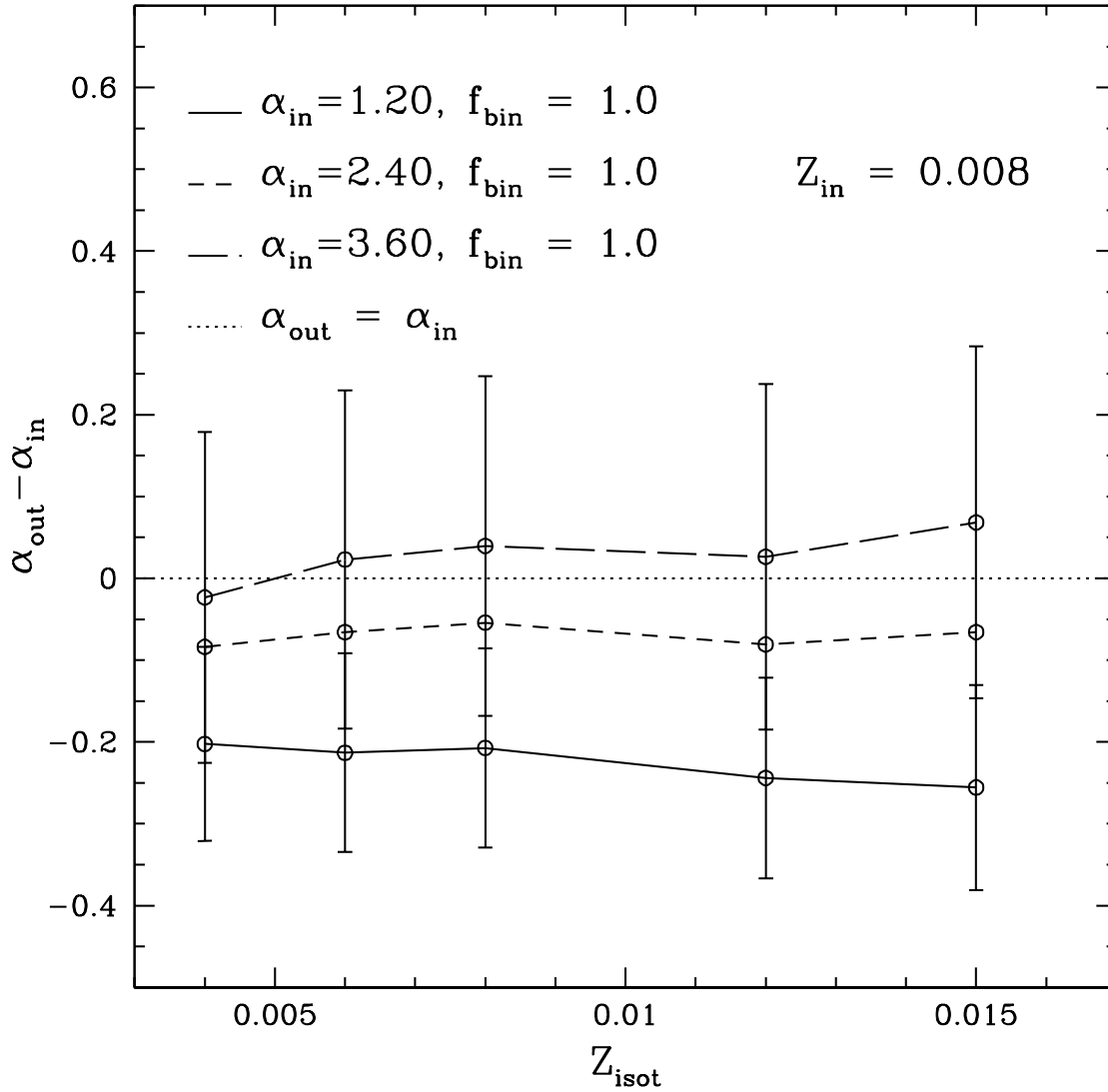


Fig. 4.15: Resultados de um experimento controlado para verificar o efeito combinado do binarismo não resolvido com as incertezas em Z na determinação de α via análise em 1D. A figura apresenta as variações decorrentes em α_{out} em relação a α_{in} de acordo com hipóteses de Z usadas para a isócrona (Z_{isot}) que estabelece a relação massa-luminosidade. Todos os CMDs artificiais foram gerados com $Z=0.008$, $\log(\tau)=7.80$ e $N=800$ estrelas, sendo os demais parâmetros globais aqueles que forneceram os melhores ajustes de acordo com uma análise de linha fiducial (figura 4.4). Os diferentes valores de α_{in} usados na geração dos CMDs artificiais são mostrados na figura. As isócronas usadas para estabelecer a relação massa-luminosidade também usaram $\log(\tau)=7.80$.

que as contagens de estrelas que são efetivamente comparadas são mais baixas. Pelo fato de que o modelamento parametriza a PDMF com uma lei de potência, estamos de certa forma presos ao fato de que a análise em 2D determina somente o valor de α dentro de $0.50 \leq m/m_{\odot} \lesssim 2.5$.

Para avaliar a capacidade do método realizamos experimentos controlados nos moldes daqueles realizados na Sec. anterior. A figura 4.16 ilustra exemplos de valores de χ_{γ}^2 para uma grade de modelos que percorreu o intervalo de $0.80 \leq \alpha \leq 3.60$ (passo de 0.20) quando comparados a uma falsa observação cujo valor de α é chamado de α_{in} . Quanto ao binarismo não resolvido, a falsa observação usou um $f_{bin} = 1.0$ enquanto que a grade de modelos explorou os extremos possíveis deste parâmetro. Em todos os CMDs simulados foram usados $Z = 0.008$, $\log(\tau)=7.80$, $(V - M_V)_0 = 18.50$, $E(B-V)=0.05$ e $N=800$ estrelas. O modelo mais compatível com a observação para o conjunto de modelos com uma certa escolha de f_{bin} é determinado pelo mínimo na estatística, onde modelos com $f_{bin} = 1.0$ sistematicamente são os melhores. Para $\alpha_{in} = 1.20$ é perceptível a influência do binarismo não resolvido na determinação de α uma vez que utilizando-se uma hipótese errada para f_{bin} subestima-se α por ~ 0.20 , resultado que é consistente com o da Sec. anterior. Para os demais valores de α_{in} o método recupera o mesmo valor de α , independente da escolha para f_{bin} no modelamento. Como visto também visto na Sec. anterior, as discrepâncias na determinação de α em relação ao seu real valor causadas pela presença de binárias é menor que 0.15 para $\alpha \gtrsim 1.60$, logo um passo de 0.20 (valor mínimo devido às flutuações na estatística) torna-se insensível a isso.

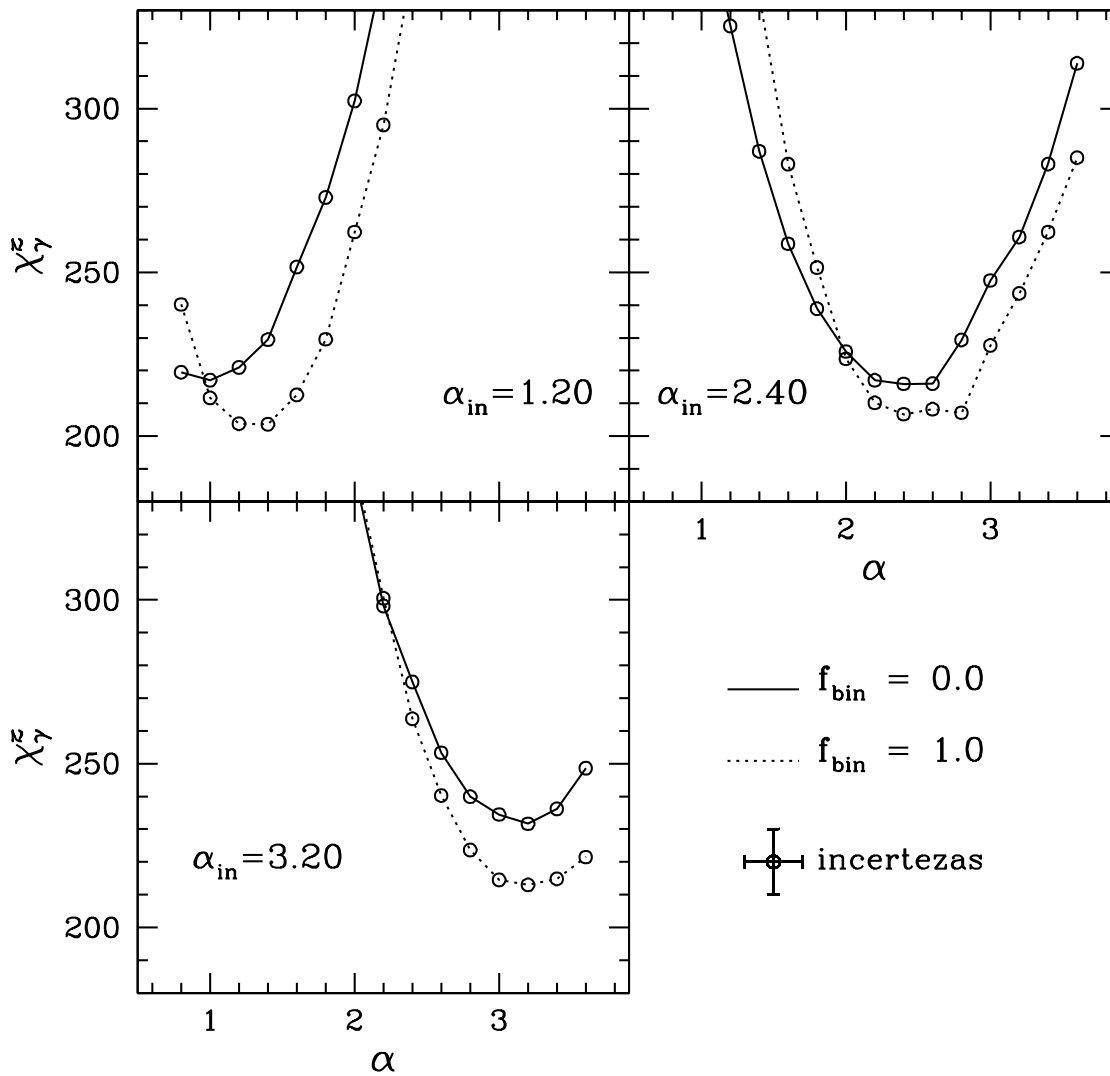


Fig. 4.16: Resultados de experimentos controlados para verificar a capacidade do método de análise em 2D na determinação de α . Os painéis apresentam o valor de χ^2_γ para uma grade de modelos quando comparados com uma falsa observação com inclinação da PDMF dada por α_{in} . Foram testados os valores extremos de f_{bin} , sendo que um $f_{bin} = 1.0$ foi usado na falsa observação. Todos os CMDs simulados utilizaram os seguintes parâmetros: $Z=0.008$, $\log(\tau)=7.80$, $(V - M_V)_0 = 18.50$, $E(B-V)=0.05$ e $N=800$ estrelas.

Capítulo 5

Resultados

A aplicação dos métodos de análise dos aglomerados de nossa amostra segue a seqüência com que estas ferramentas foram apresentadas no Cap. 4, ou seja, primeiro iremos mostrar os resultados da análise dos parâmetros globais para em seguida apresentarmos as determinações da PDMF e de sua dependência posicional dentro de cada sistema estelar.

5.1 Parâmetros globais

A análise dos parâmetros globais em cada aglomerado se deu através do CMD corrigido para incompleta da amostra e contaminação por estrelas de campo construído somente com estrelas da PC/CEN. Estes CMDs são mostrados na figura 5.1. Cabe ressaltar que o corte espacial garante que estamos analisando uma região bem central do sistema ($R \lesssim 20 \text{ arcsec}$) imageada pelo mesmo *chip* (PC) em somente uma imagem (CEN), dando uniformidade aos dados.

A grade de modelos usada para cada aglomerado foi previamente discutida no Sec. 3.3, onde é possível também verificar alguns ajustes visuais de isócronas nos CMDs observados (figuras 3.4-3.8). É importante frisarmos que no modelamento de CMDs para a determinação dos parâmetros globais dos aglomerados fixamos $\alpha = 2.35$.

A seguir apresentamos os resultados do método de comparação de linhas fiduciais e do método de comparação entre CMDs. Apenas para lembrar, em ambos os casos nossos modelos foram CMDs artificiais onde no primeiro método comparamos relações cor-magnitude

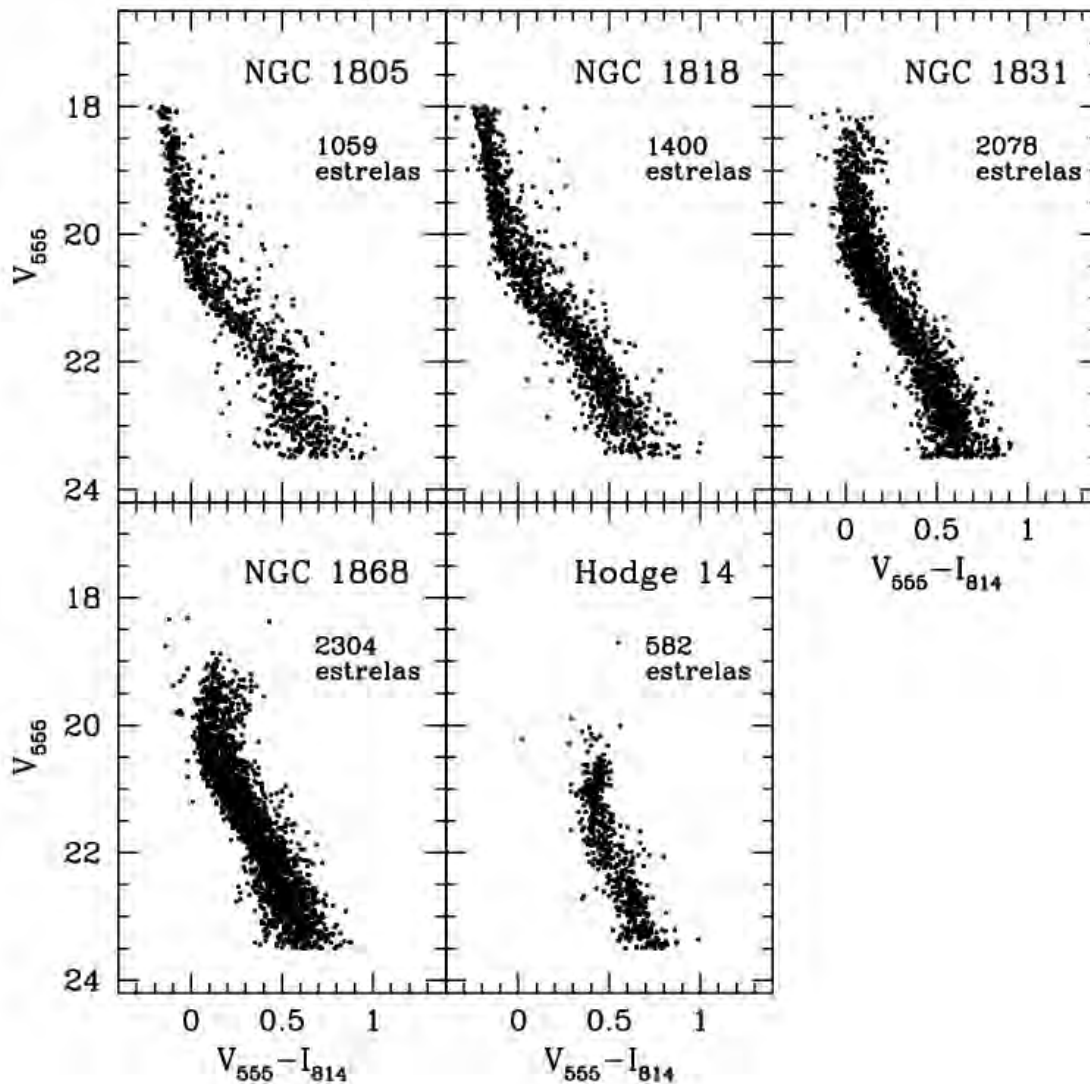


Fig. 5.1: CMDs corrigidos para a incompletude da amostra e contaminação por estrelas de campo originários da PC/CEN para cada aglomerado. O número de estrelas em cada aglomerado está indicado na figura.

e no segundo distribuições de pontos no plano do CMD, sendo portanto análises em 1D e 2D, respectivamente. Os comentários sobre estes resultados são feitos no final desta Sec., juntamente com as comparações com outras determinações encontradas na literatura.

Como ilustração do modelamento de CMDs, apresentamos na figura 5.2 exemplos de

CMDs artificiais gerados dentro da grade dos 5 aglomerados. Estes CMDs foram os usados como falsas observações nos experimentos controlados e portanto não foram escolhidos por serem bons ajustes. Entretanto, comparando-os visualmente com os CMDs observados (figura 5.1) podemos ter uma boa idéia da reprodutibilidade das características gerais da observação. Com exceção do CMD modelado para NGC 1868 e Hodge 14, os demais CMDs são sistematicamente menos alargados que os observados, embora a largura em cor do grosso das estrelas aparentemente é bem reproduzida. Esta diferença no alargamento é especialmente visível para os aglomerados mais jovens onde notoriamente há estrelas posicionadas no CMD observado muito além do permitido pelas incertezas fotométricas. Acreditando que o problema não está na redução dos dados, diferenças entre modelo e observação podem ser, entre outras coisas, decorrência de uma subestimativa das incertezas fotométricas no processo de geração dos CMDs artificiais ou do binarismo não resolvido. Note que as regiões mais brilhantes que o ponto de TO são mais espalhadas para NGC 1831 ou mesmo para NGC 1868, o que pode estar mostrando que o surto de formação estelar no aglomerado teve uma duração não instantânea ($\delta\tau \gtrsim 50$ Myr). Uma possível presença de estrelas peculiares como as *blue-stragglers*, não previstas em nosso modelamento, também ajuda a alargar o CMD próximo à região do TO.

5.1.1 Comparações entre linhas fiduciais

A figura 5.3 apresenta para os cinco aglomerados de nossa amostra exemplos de linhas fiduciais para modelos entre os que foram considerados como os melhores. É possível perceber nesta figura que mesmo entre os melhores modelos ainda permanecem discrepâncias entre as linhas modeladas e observadas. Note, por exemplo, que os modelos tendem a ser sistematicamente mais vermelhos na baixa MS ($V_{555} > 22.0$).

Os valores dos parâmetros globais dos aglomerados determinados por este método estão mostrados na tabela 5.1.

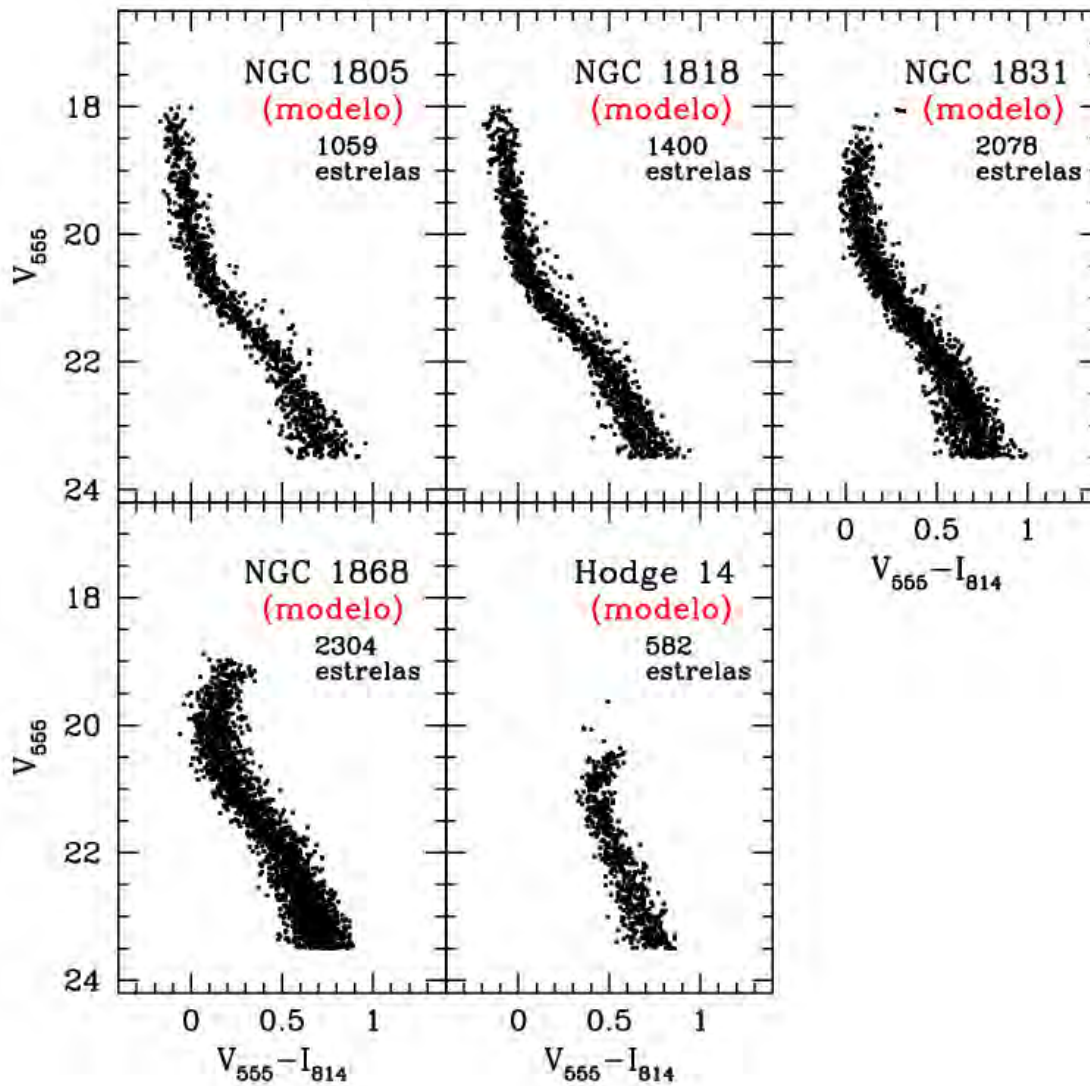


Fig. 5.2: Exemplos de CMDs artificiais gerados a partir da grade de modelos de cada aglomerado.

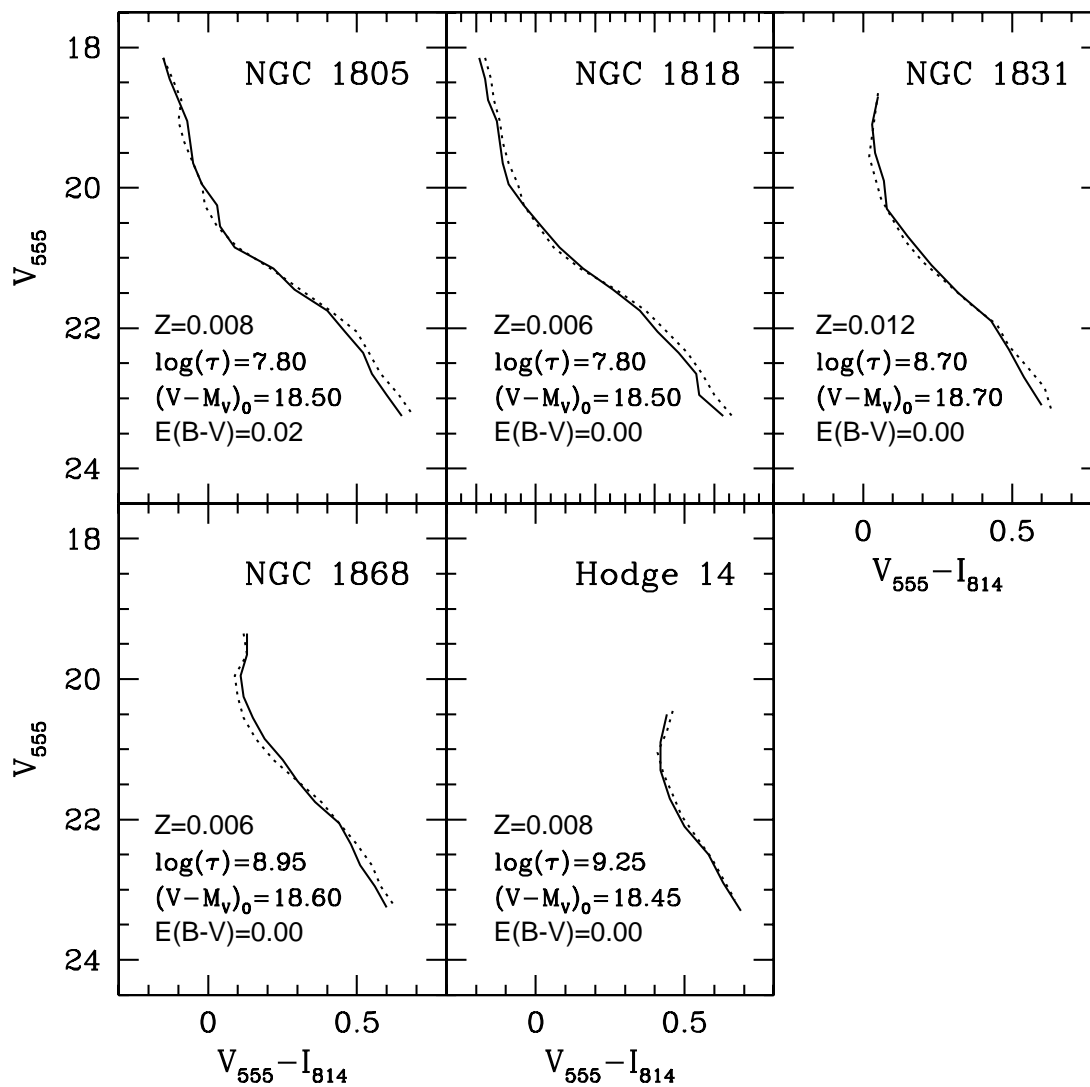


Fig. 5.3: Exemplos de linhas fiduciais ajustadas para os cinco aglomerados de nossa amostra. As linhas sólidas dizem respeito à observação e as pontilhadas ao modelo, cujos parâmetros são mostrados nos próprios painéis.

Aglomerado	$10^2 Z$	$\log(\tau)$	$(V - M_V)_0$	E(B-V)
NGC 1805	0.89 ± 0.36	-	18.55 ± 0.11	0.021 ± 0.012
NGC 1818	0.49 ± 0.22	-	18.49 ± 0.14	0.004 ± 0.006
NGC 1831	1.20 ± 0.20	8.70 ± 0.03	18.70 ± 0.03	$0.000^{+0.005}_{-0.000}$
NGC 1868	0.68 ± 0.11	8.93 ± 0.03	18.63 ± 0.06	$0.004^{+0.009}_{-0.004}$
Hodge 14	0.73 ± 0.33	9.23 ± 0.07	18.54 ± 0.13	0.026 ± 0.023

Tab. 5.1: Resultados da determinação dos parâmetros globais dos aglomerados através da comparação de linhas fiduciais.

5.1.2 Comparações entre CMDs

Os resultados das comparações de CMDs são mostrados, para cada aglomerado, por dois tipos de figuras: uma que mostra os dd's e outra que apresenta o espaço de parâmetros com as melhores soluções encontradas. O primeiro tipo de figura possibilita uma visualização simultânea dos quatro parâmetros modelados dentro do conjunto de melhores modelos. Por outro lado, o segundo tipo de figura apresenta planos no espaço de parâmetros de x vs. Z , onde x pode ser $\log(\tau)$, $(V - M_V)_0$ ou E(B-V). Isso permite apresentar os valores determinados de cada um dos parâmetros globais do sistema e compará-los com o domínio explorado pela grade de modelos. Além disso, possíveis correlações entre os parâmetros para o conjunto de melhores modelos são também diagnosticadas por estas figuras. De qualquer forma, se o leitor preferir ir direto aos resultados pode encontrá-los sumarizados na tabela 5.2.

As figuras dos dd's (5.4-5.13) demonstram que a quantidade de modelos que figuram entre os melhores varia de um aglomerado para outro, sendo menor para os aglomerados mais ricos, NGC 1831 e NGC 1868, em comparação com os demais. Isso naturalmente se reflete na precisão com que são determinados os parâmetros globais em cada sistema, tal como evidenciado nas figuras 5.14-5.16. Outro aspecto importante é a existência de correlações entre os valores dos parâmetros dentro do conjunto dos melhores modelos. Para os aglomerados com menor número de estrelas (NGC 1805, NGC 1818 e Hodge 14), por

exemplo a figura 5.15 deixa claro que o módulo de distância se correlaciona com a metalicidade. Para os mesmos aglomerados, uma anticorrelação é observada entre $E(B-V)$ e Z , como apresentado na figura 5.16. Ainda para Hodge 14 vemos na figura 5.14 uma anticorrelação entre idade e metalicidade. Note que para os aglomerados mais ricos o método é altamente eficiente, determinando apenas uma única combinação de valores dos parâmetros globais.

A tabela 5.2 mostra o resultado dos parâmetros globais para o método de comparações de CMDs. De uma maneira geral, os resultados apresentados nesta tabela estão de acordo com os do método de comparações de linhas fiduciais, mostrados na tabela 5.1. As incertezas nos parâmetros são também comparáveis nos dois métodos, em alguns casos favorecendo a comparação entre CMDs. No caso de NGC 1831 e NGC 1868 as incertezas refletem apenas a resolução da grade de modelos, uma vez que apenas uma única solução para os parâmetros globais foi encontrada.

Aglomerado	$10^2 Z$	$\log(\tau)$	$(V - M_V)_0$	$E(B-V)$
NGC 1805	0.70 ± 0.25	-	18.50 ± 0.11	0.032 ± 0.010
NGC 1818	0.51 ± 0.21	-	18.49 ± 0.14	$0.001^{+0.003}_{-0.000}$
NGC 1831	1.20 ± 0.20	8.70 ± 0.03	18.70 ± 0.03	$0.000^{+0.005}_{-0.000}$
NGC 1868	0.8 ± 0.15	8.95 ± 0.03	18.70 ± 0.03	$0.000^{+0.005}_{-0.000}$
Hodge 14	0.81 ± 0.37	9.23 ± 0.07	18.51 ± 0.13	0.021 ± 0.019

Tab. 5.2: Resultados da análise dos CMDs observados via comparação de CMDs.

A figura 5.17 apresenta exemplos de CMDs artificiais para o conjunto de parâmetros globais que concordam com os dois métodos de determinação. Os valores destes parâmetros estão listados na tabela 5.3, sendo usados para a determinação da inclinação da PDMF (Sec. 5.2) dentro dos aglomerados.

Os modelos parecem reproduzir bem a sinuosidade da MS em todos os casos, muito embora tendam a subestimar seu alargamento para os aglomerados mais jovens (NGC 1805 e NGC 1818). Além disso, no caso de NGC 1831 e NGC 1868, a região mais brilhante que o ponto de TO tem uma espalhamento que aparentemente não pôde ser reproduzido

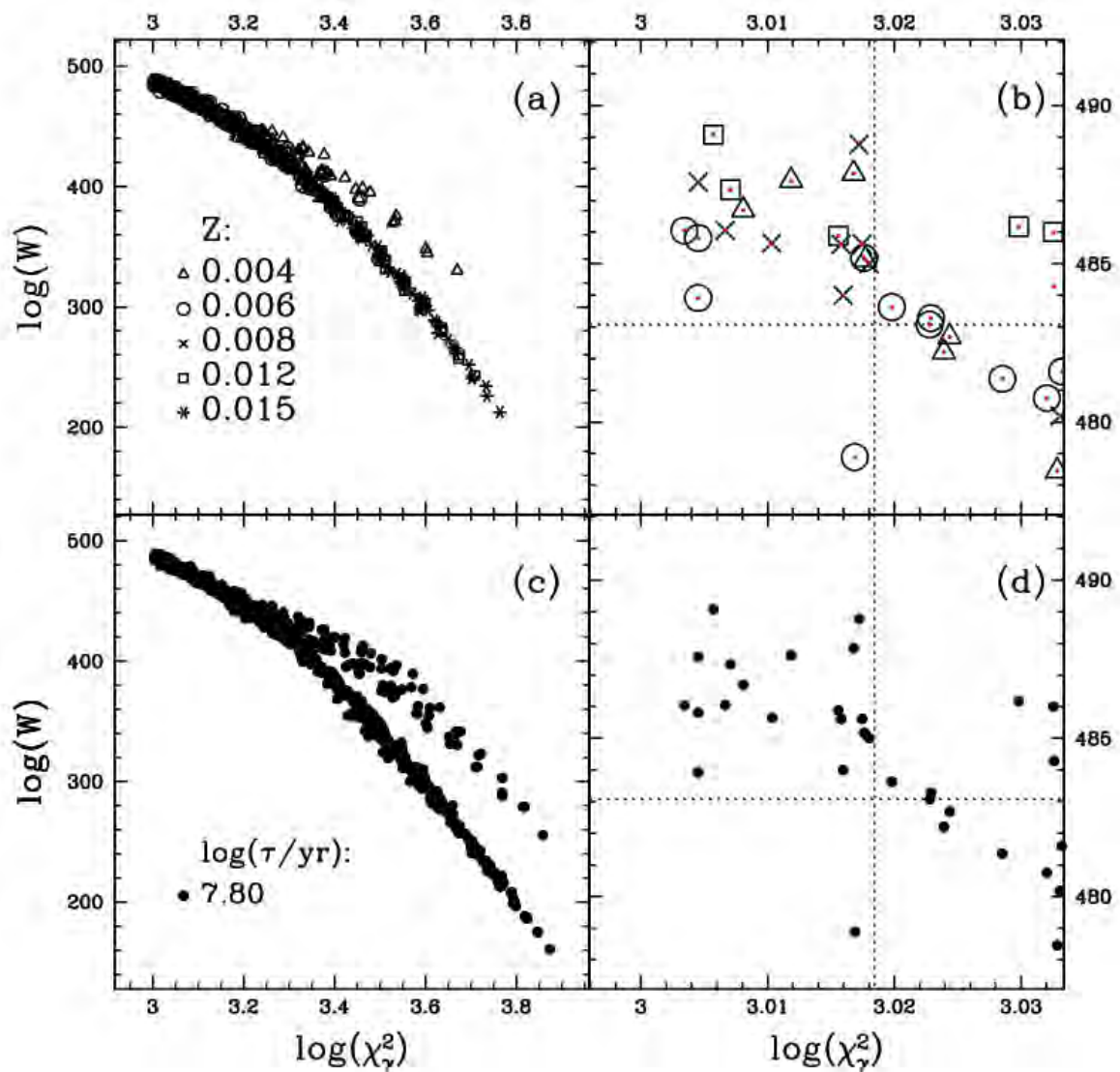


Fig. 5.4: Diagrama de diagnóstico $\log(W)$ vs. $\log(\chi^2_\gamma)$ para NGC 1805 mostrando os efeitos da variação na metalicidade (painéis (a) e (b)) e na idade (painéis (c) e (d)). A legenda para os símbolos é indicada nos painéis da esquerda. Os painéis da direita mostram em detalhes os melhores modelos, onde a linha pontilhada indica o nível de 1σ na variação de cada estatística para a posição do melhor modelo. Por uma questão de clareza nem todos os modelos são mostrados com símbolos, porém suas posições são marcadas com pontos caso eles apareçam nos painéis à direita.

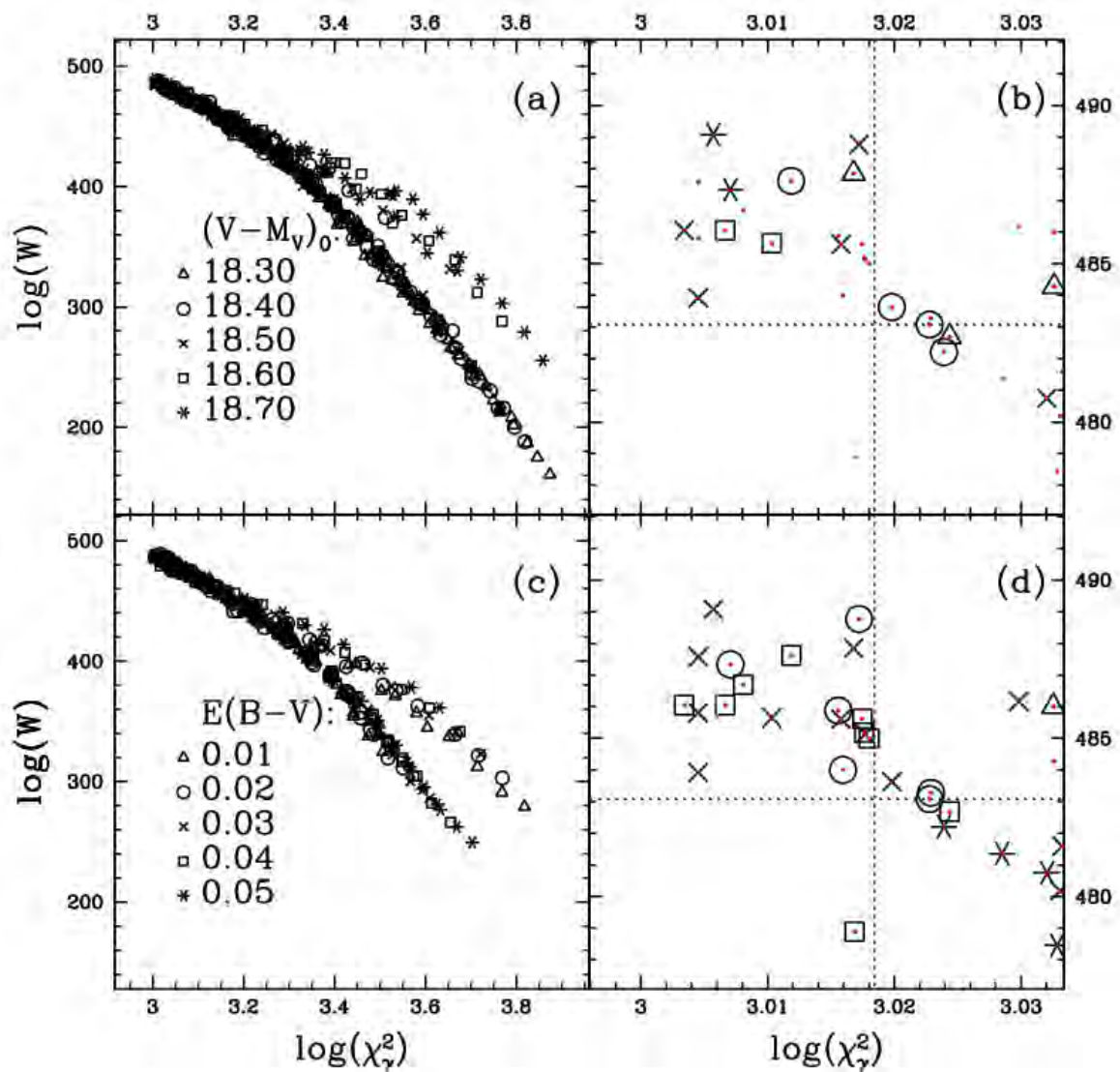


Fig. 5.5: Diagrama de diagnóstico $\log(W)$ vs. $\log(\chi^2_\gamma)$ para NGC 1805 mostrando os efeitos da variação em $(V - M_V)_0$ e (painéis (a) e (b)) e em $E(B-V)$ (painéis (c) e (d)). A legenda para os símbolos é indicada nos painéis da esquerda. Os painéis da direita mostram em detalhes os melhores modelos, onde a linha pontilhada indica o nível de 1σ na variação de cada estatística para a posição do melhor modelo. Por uma questão de clareza nem todos os modelos são mostrados com símbolos, porém suas posições são marcadas com pontos caso eles apareçam nos painéis à direita.

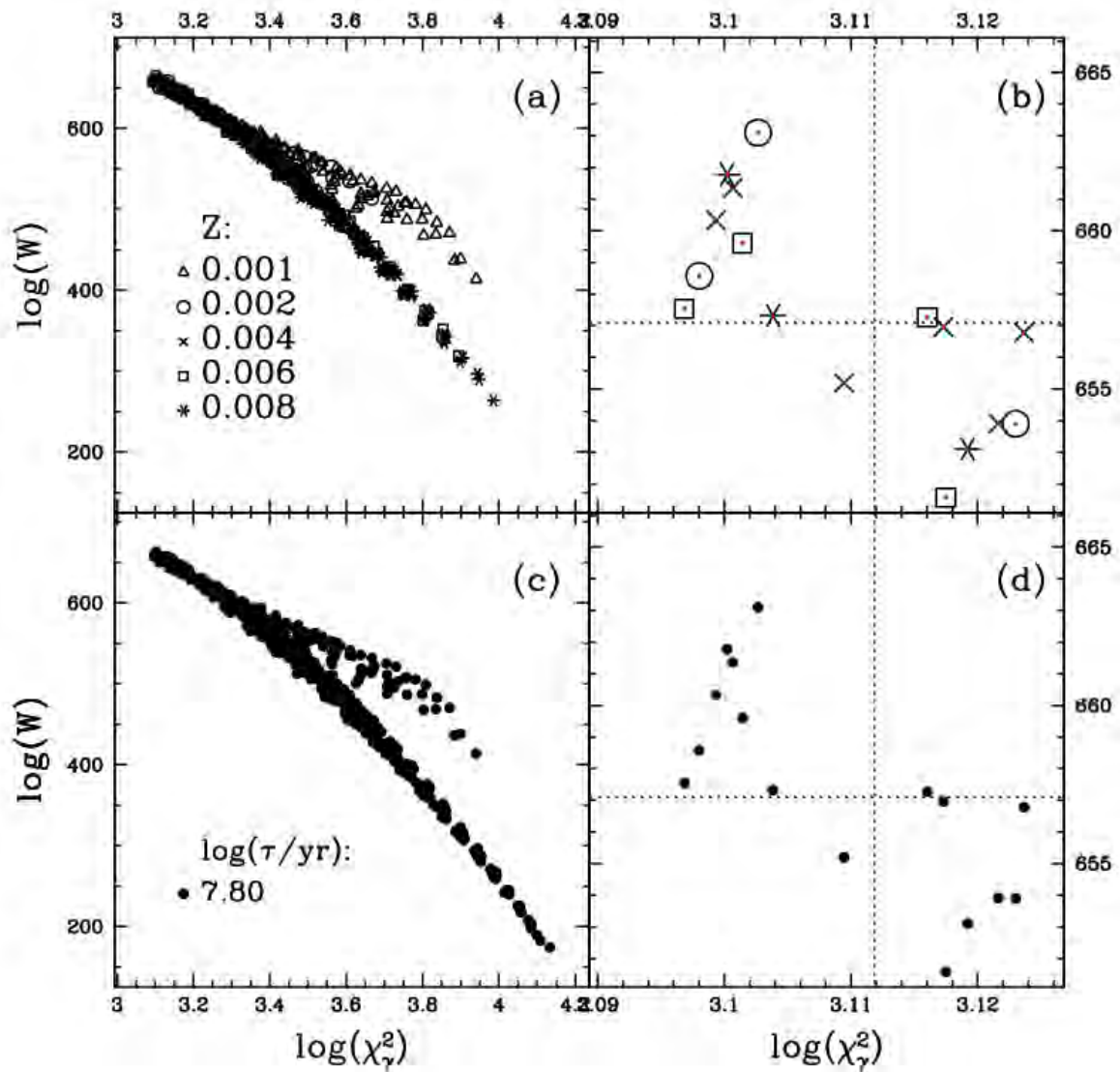


Fig. 5.6: Diagrama de diagnóstico $\log(W)$ vs. $\log(\chi^2_\gamma)$ para NGC 1818 mostrando os efeitos da variação na metalicidade (painéis (a) e (b)) e na idade (painéis (c) e (d)). A legenda para os símbolos é indicada nos painéis da esquerda. Os painéis da direita mostram em detalhes os melhores modelos, onde a linha pontilhada indica o nível de 1σ na variação de cada estatística para a posição do melhor modelo. Por uma questão de clareza nem todos os modelos são mostrados com símbolos, porém suas posições são marcadas com pontos caso eles apareçam nos painéis à direita.

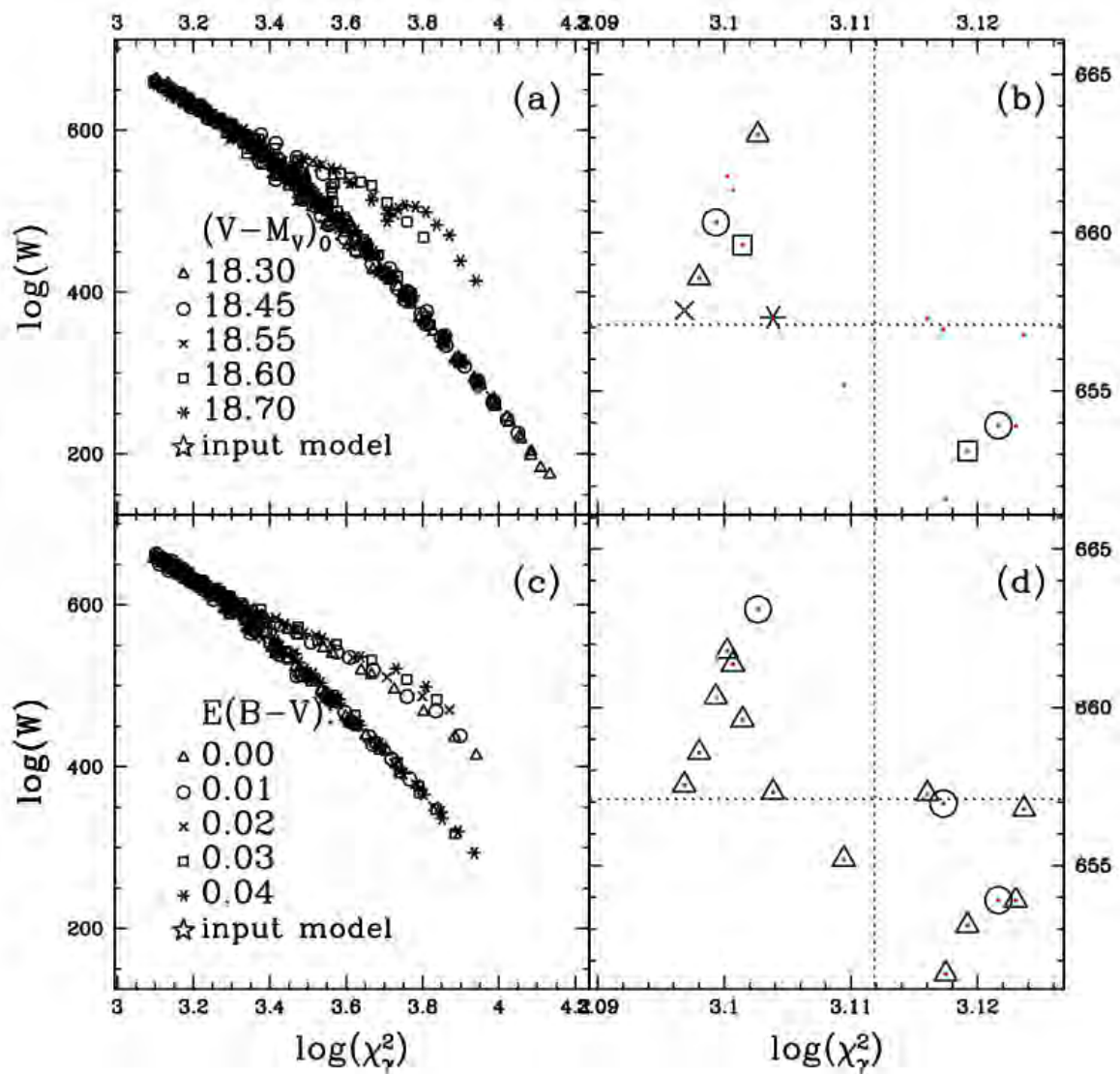


Fig. 5.7: Diagrama de diagnóstico $\log(W)$ vs. $\log(\chi^2_\gamma)$ para NGC 1818 mostrando os efeitos da variação em $(V - M_V)_0$ e (painéis (a) e (b)) e em $E(B-V)$ (painéis (c) e (d)). A legenda para os símbolos é indicada nos painéis da esquerda. Os painéis da direita mostram em detalhes os melhores modelos, onde a linha pontilhada indica o nível de 1σ na variação de cada estatística para a posição do melhor modelo. Por uma questão de clareza nem todos os modelos são mostrados com símbolos, porém suas posições são marcadas com pontos caso eles apareçam nos painéis à direita.

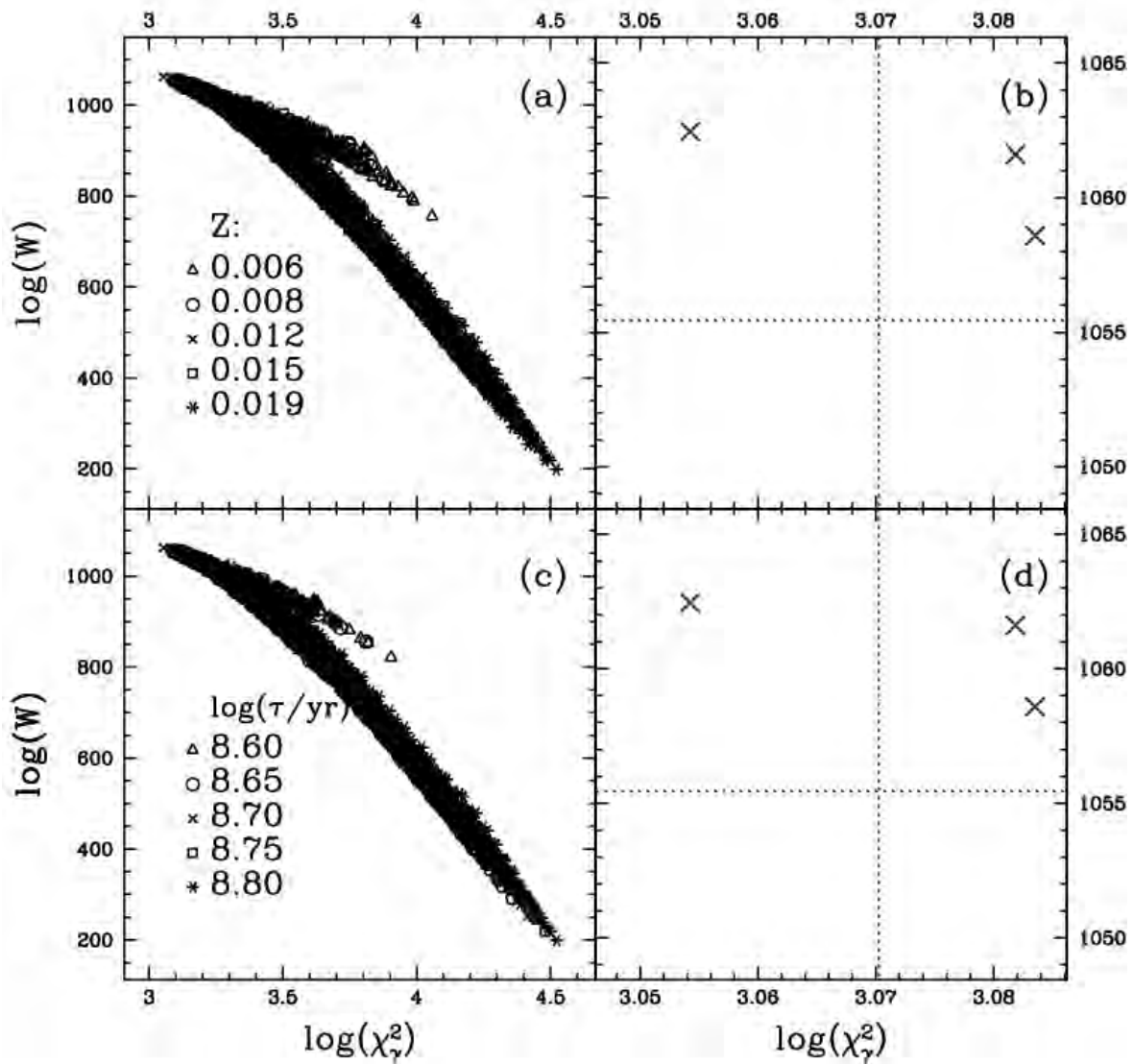


Fig. 5.8: Diagrama de diagnóstico $\log(W)$ vs. $\log(\chi_\gamma^2)$ para NGC 1831 mostrando os efeitos da variação na metalicidade (painéis (a) e (b)) e na idade (painéis (c) e (d)). A legenda para os símbolos é indicada nos painéis da esquerda. Os painéis da direita mostram em detalhes os melhores modelos, onde a linha pontilhada indica o nível de 1σ na variação de cada estatística para a posição do melhor modelo. Por uma questão de clareza nem todos os modelos são mostrados com símbolos, porém suas posições são marcadas com pontos caso eles apareçam nos painéis à direita.

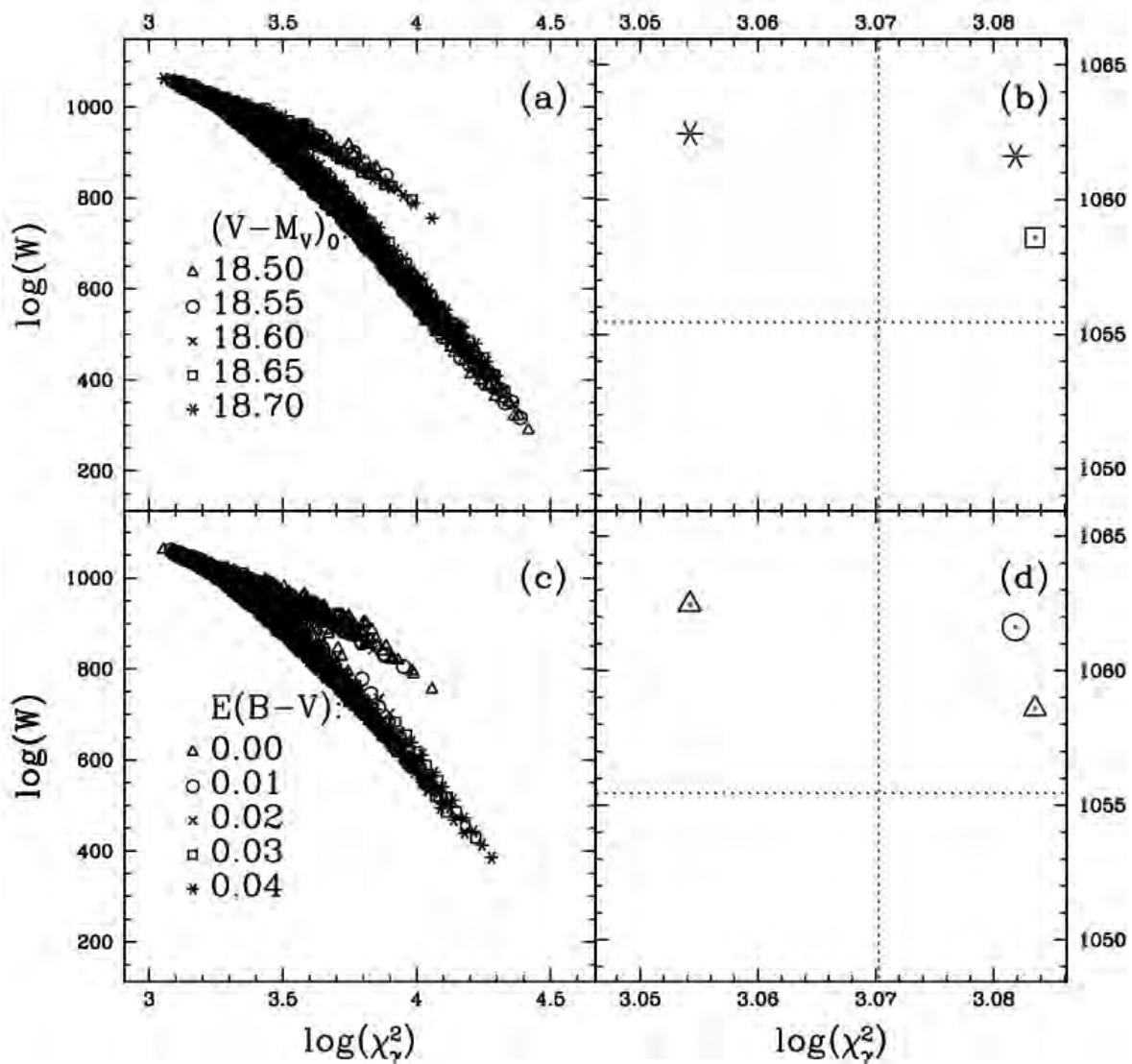


Fig. 5.9: Diagrama de diagnóstico $\log(W)$ vs. $\log(\chi^2_\gamma)$ para NGC 1831 mostrando os efeitos da variação em $(V - M_V)_0$ e (painéis (a) e (b)) e em $E(B-V)$ (painéis (c) e (d)). A legenda para os símbolos é indicada nos painéis da esquerda. Os painéis da direita mostram em detalhes os melhores modelos, onde a linha pontilhada indica o nível de 1σ na variação de cada estatística para a posição do melhor modelo. Por uma questão de clareza nem todos os modelos são mostrados com símbolos, porém suas posições são marcadas com pontos caso eles apareçam nos painéis à direita.

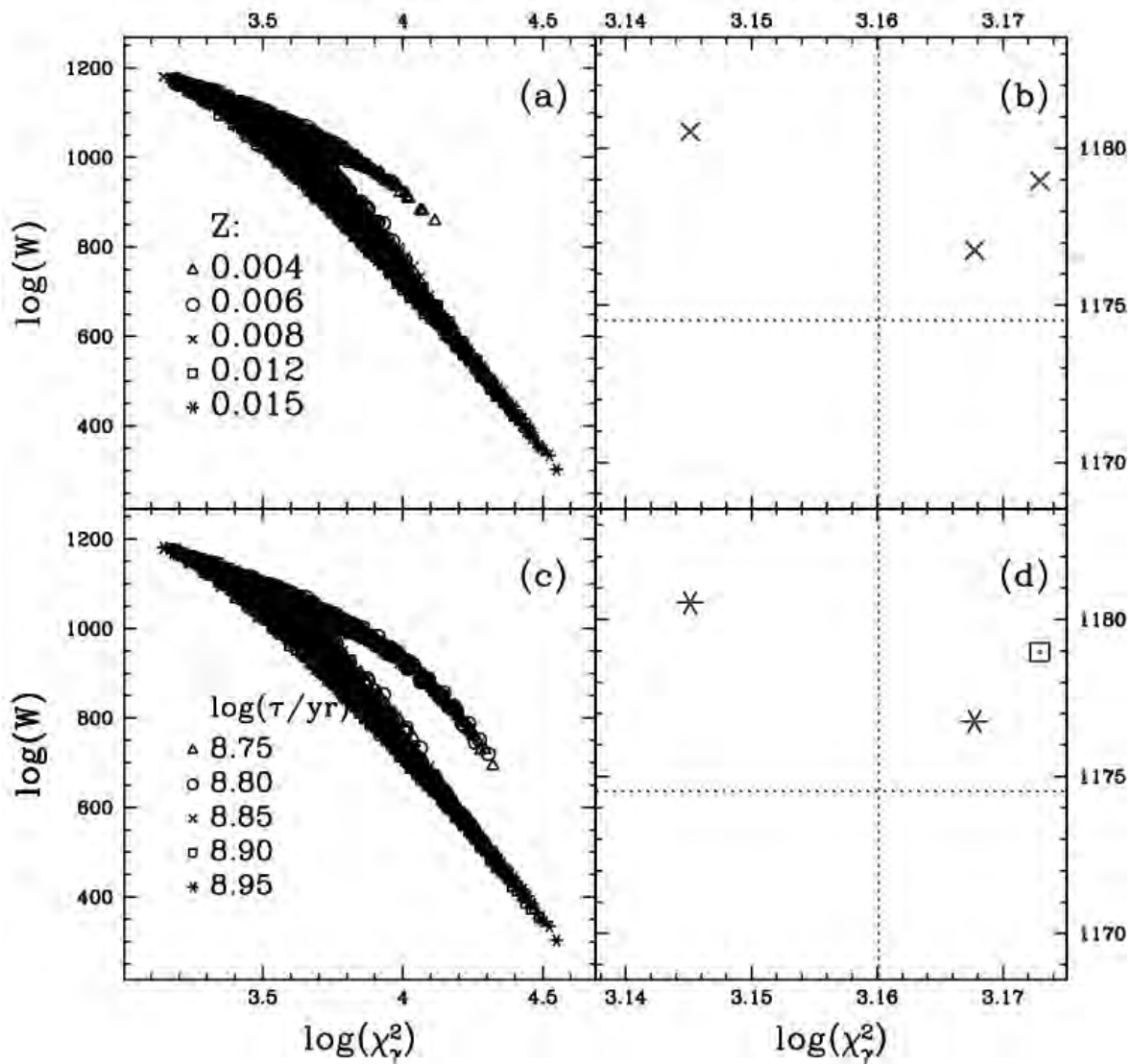


Fig. 5.10: Diagrama de diagnóstico $\log(W)$ vs. $\log(\chi^2_\gamma)$ para NGC 1868 mostrando os efeitos da variação na metalicidade (painéis (a) e (b)) e na idade (painéis (c) e (d)). A legenda para os símbolos é indicada nos painéis da esquerda. Os painéis da direita mostram em detalhes os melhores modelos, onde a linha pontilhada indica o nível de 1σ na variação de cada estatística para a posição do melhor modelo. Por uma questão de clareza nem todos os modelos são mostrados com símbolos, porém suas posições são marcadas com pontos caso eles apareçam nos painéis à direita.

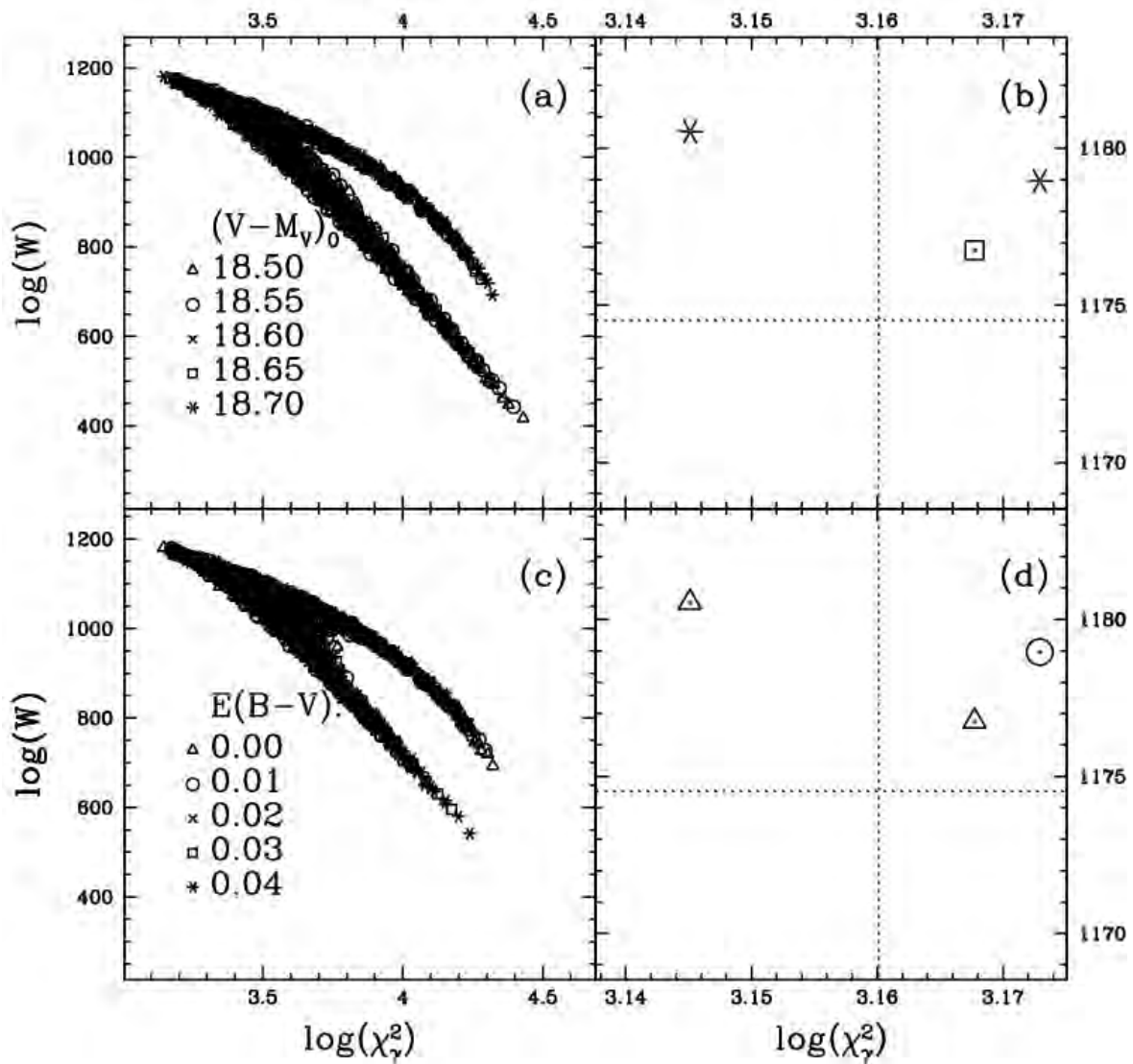


Fig. 5.11: Diagrama de diagnóstico $\log(W)$ vs. $\log(\chi^2_\gamma)$ para NGC 1868 mostrando os efeitos da variação em $(V - M_V)_0$ e (painéis (a) e (b)) e em $E(B-V)$ (painéis (c) e (d)). A legenda para os símbolos é indicada nos painéis da esquerda. Os painéis da direita mostram em detalhes os melhores modelos, onde a linha pontilhada indica o nível de 1σ na variação de cada estatística para a posição do melhor modelo. Por uma questão de clareza nem todos os modelos são mostrados com símbolos, porém suas posições são marcadas com pontos caso eles apareçam nos painéis à direita.

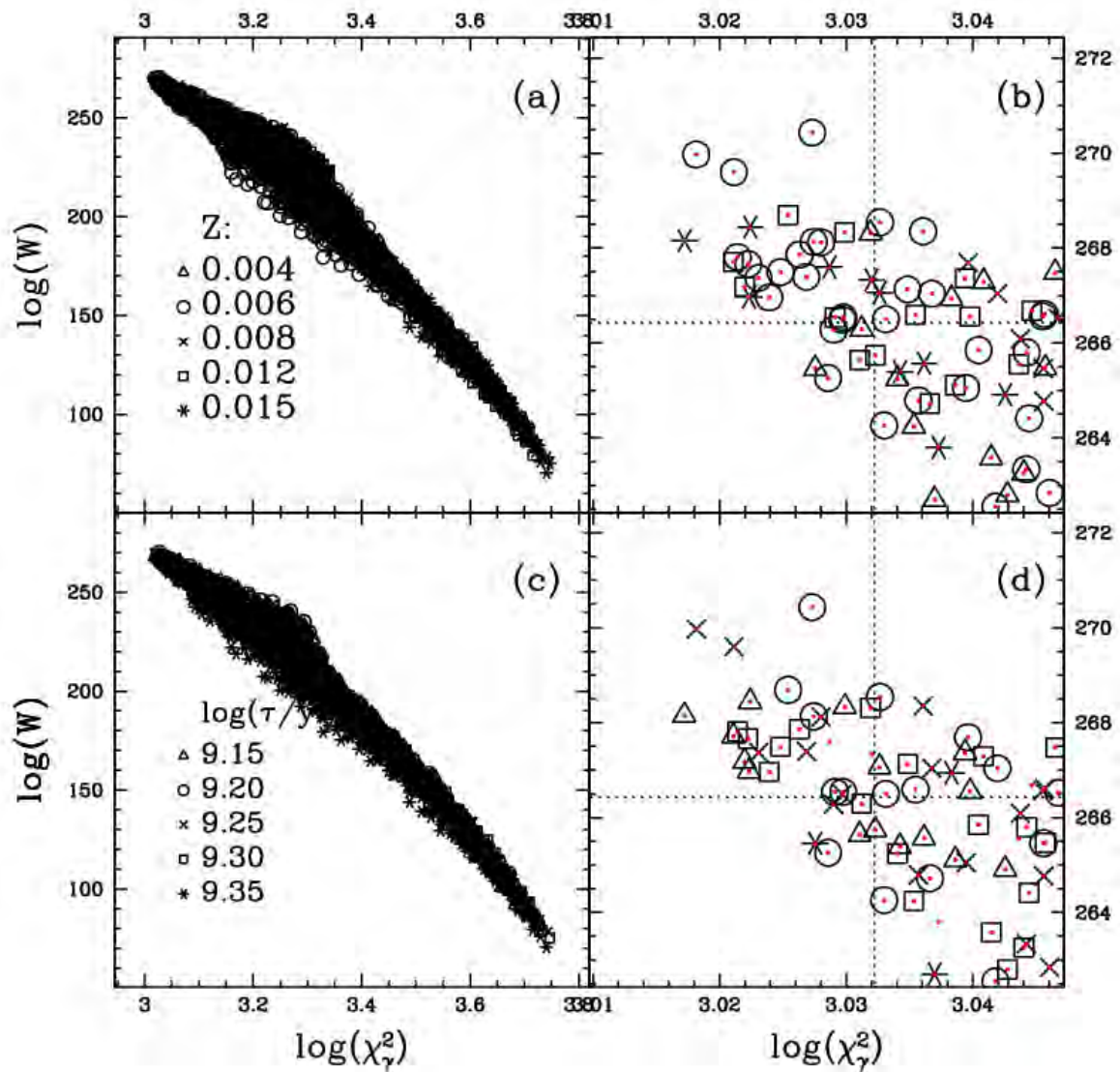


Fig. 5.12: Diagrama de diagnóstico $\log(W)$ vs. $\log(\chi^2_\gamma)$ para Hodge 14 mostrando os efeitos da variação na metalicidade (painéis (a) e (b)) e na idade (painéis (c) e (d)). A legenda para os símbolos é indicada nos painéis da esquerda. Os painéis da direita mostram em detalhes os melhores modelos, onde a linha pontilhada indica o nível de 1σ na variação de cada estatística para a posição do melhor modelo. Por uma questão de clareza nem todos os modelos são mostrados com símbolos, porém suas posições são marcadas com pontos caso eles apareçam nos painéis à direita.

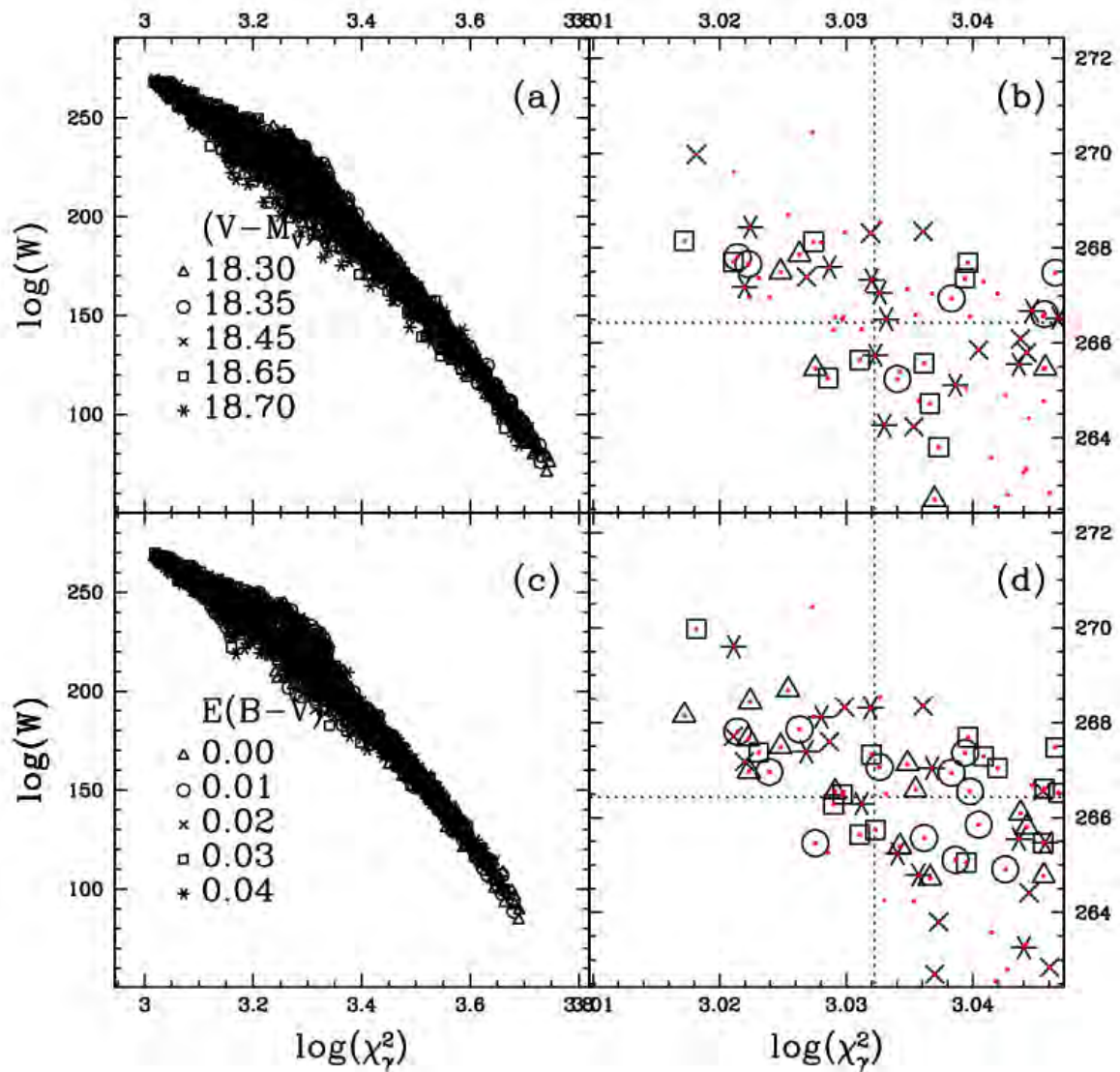


Fig. 5.13: Diagrama de diagnóstico $\log(W)$ vs. $\log(\chi^2_\gamma)$ para Hodge 14 mostrando os efeitos da variação em $(V - M_V)_0$ e (painéis (a) e (b)) e em $E(B-V)$ (painéis (c) e (d)). A legenda para os símbolos é indicada nos painéis da esquerda. Os painéis da direita mostram em detalhes os melhores modelos, onde a linha pontilhada indica o nível de 1σ na variação de cada estatística para a posição do melhor modelo. Por uma questão de clareza nem todos os modelos são mostrados com símbolos, porém suas posições são marcadas com pontos caso eles apareçam nos painéis à direita.

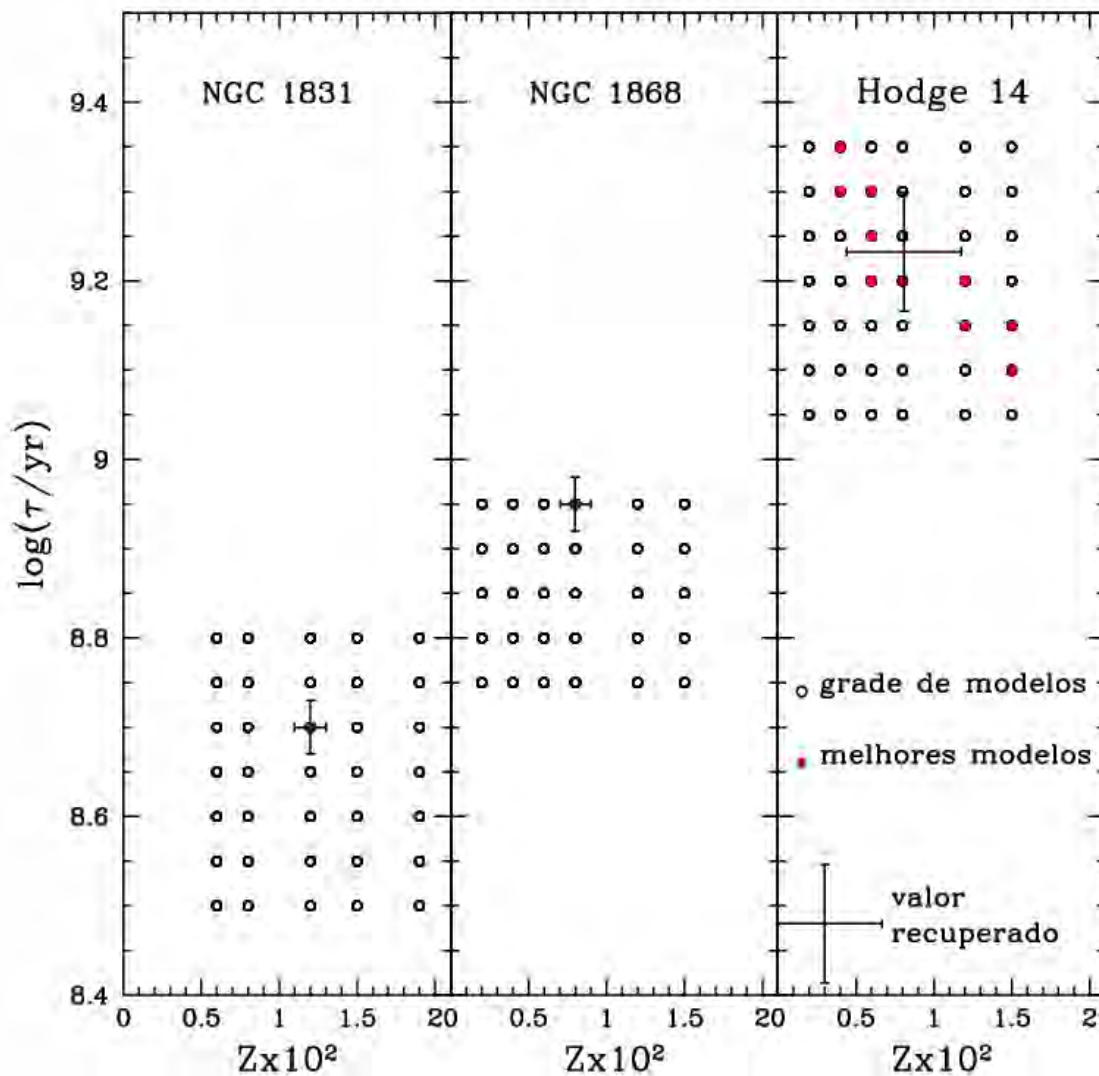


Fig. 5.14: Espaço de parâmetros $\log(\tau)$ vs. Z para NGC 1831, NGC 1868 e Hodge 14 ilustrando a determinação destes parâmetros através de comparações de CMDs. Os círculos mostram as posições dentro do espaço de parâmetros exploradas pela grade de modelos. Círculos cheios correspondem aos melhores modelos. O valor de cada parâmetro determinado por esta ferramenta de análise (com a incerteza em 1σ) é mostrado em cada painel como uma cruz.

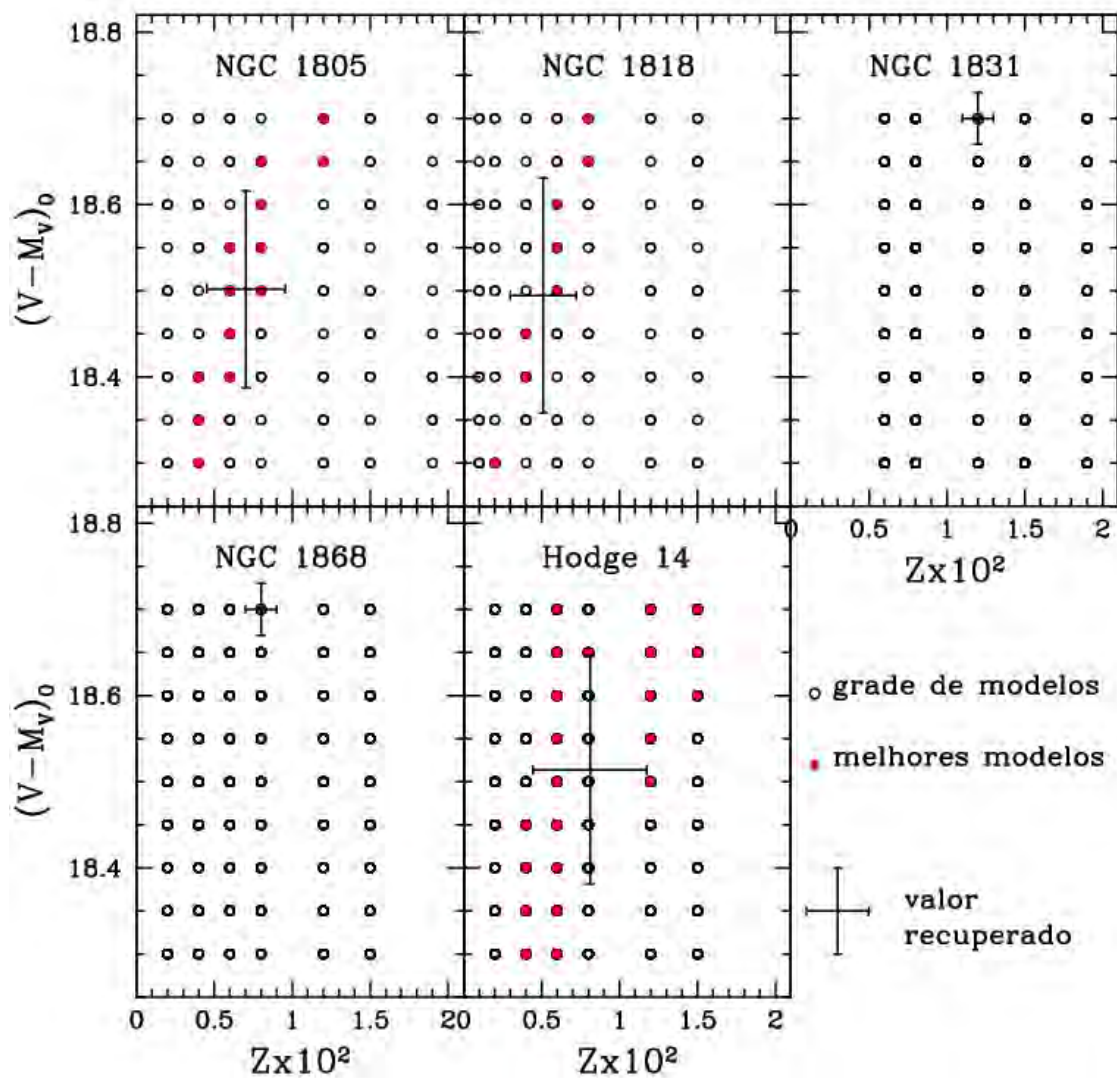


Fig. 5.15: Espaço de parâmetros $(V - M_V)_0$ vs. Z para todos os aglomerados ilustrando a determinação destes parâmetros através de comparações de CMDs. Os círculos mostram as posições dentro do espaço de parâmetros exploradas pela grade de modelos. Círculos cheios correspondem aos melhores modelos. O valor de cada parâmetro determinado por esta ferramenta de análise (com a incerteza em 1σ) é mostrado em cada painel como uma cruz.

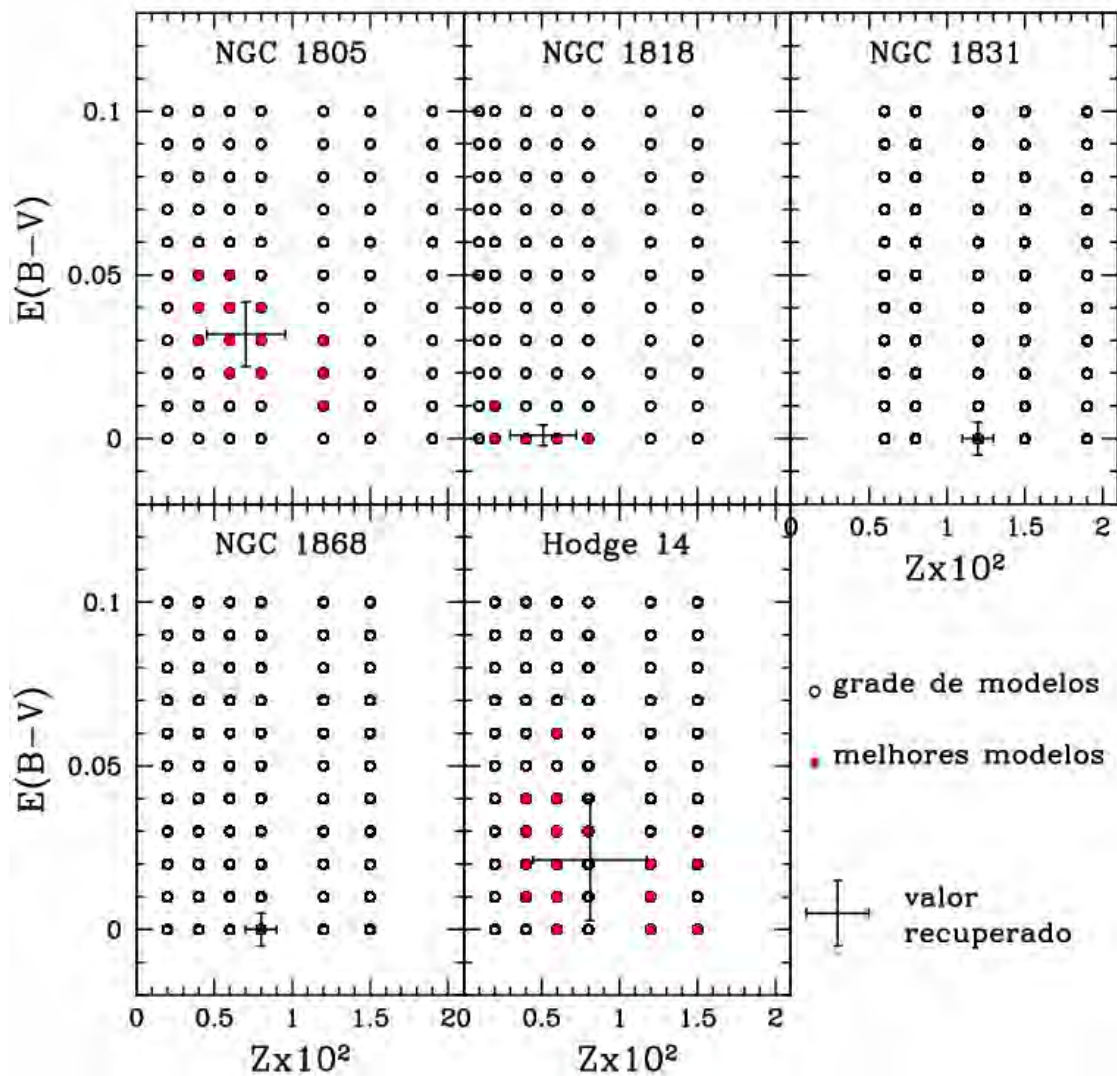


Fig. 5.16: Espaço de parâmetros $E(B-V)$ vs. Z para todos os aglomerados ilustrando a determinação destes parâmetros através de comparações de CMDs. Os círculos mostram as posições dentro do espaço de parâmetros exploradas pela grade de modelos. Círculos cheios correspondem aos melhores modelos. O valor de cada parâmetro determinado por esta ferramenta de análise (com a incerteza em 1σ) é mostrado em cada painel como uma cruz.

Aglomerado	$10^2 Z$	$\log(\tau)$	$(V - M_V)_0$	E(B-V)
NGC 1805	0.8	7.80	18.55	0.03
NGC 1818	0.4	7.80	18.45	0.00
NGC 1831	1.2	8.70	18.70	0.00
NGC 1868	0.8	8.95	18.70	0.00
Hodge 14	0.6	9.25	18.55	0.03

Tab. 5.3: Valores dos parâmetros globais usados para determinação da inclinação da PDMF (Sec. 5.2) dentro dos aglomerados.

com as hipóteses sobre incertezas fotométricas e binarismo não resolvido. Isso faz com que aparentemente exista uma tendência de melhor ajuste para modelos com idades maiores.

De qualquer forma vale lembrar que estes modelos estão entre os melhores modelos utilizando-se dois métodos distintos de análise, previamente testados e aprovadas por meio de experimentos controlados. É evidente que existem ainda características nos CMDs observados que não estão previstas pelo modelamento. A resposta dos métodos de comparação frente a isso é um tanto imprevisível, mas convém ressaltar que tais métodos se preocupam em encontrar o modelo que melhor reproduza a MS como um todo, utilizando o máximo de informação contida nesta fase dentro do plano do CMD.

De uma maneira geral, para qualquer parâmetro físico existe uma discrepância considerável entre os próprios valores encontrados na literatura. Isso pode ser creditado às incertezas inerentes às mais diversas técnicas de análise (ajuste de isócronas, espectroscopia, cores integradas, etc), bem como a contrastante diferença entre a qualidade dos dados obtidos em solo com aqueles baseados no HST.

Outro aspecto importante é a existência de correlação entre os diferentes parâmetros, que em muitos trabalhos anteriores levou à necessidade de assumir alguns valores a priori com o objetivo de determinar os demais. No presente trabalho, contrariamente, todos os parâmetros foram determinados simultaneamente, usando-se uma extensa e regular grade de possíveis valores.

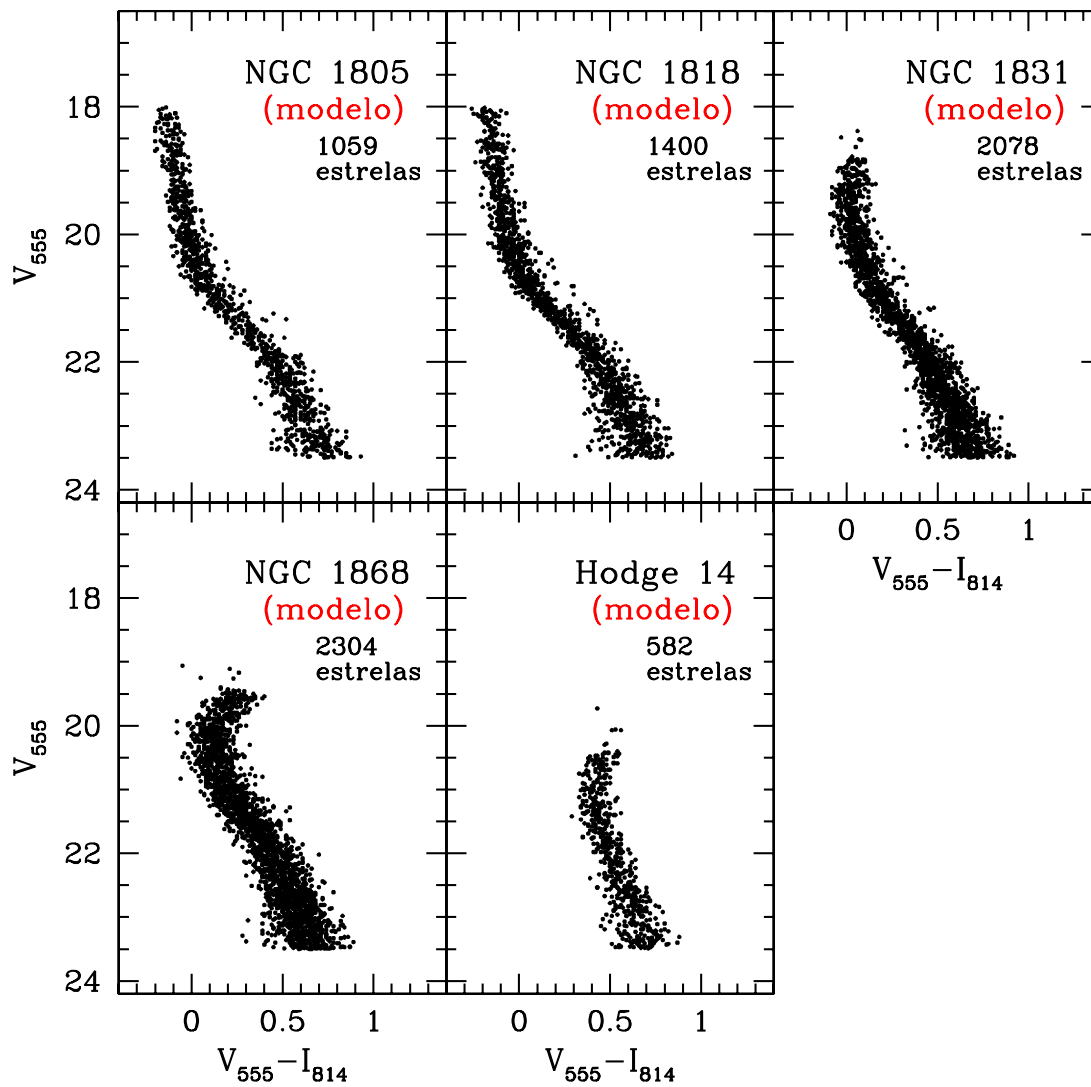


Fig. 5.17: CMDs artificiais com os parâmetros globais dados pela tabela 5.3.

Com relação à extinção, nossas determinações tendem a valores menores de $E(B-V)$ do que a maioria dos trabalhos anteriores. Entretanto, resultados mais recentes obtidos com dados do HST confirmam esta tendência. Note que os valores obtidos por nós são corroborados pelos mapas de extinção de Burstein & Heiles (1982) [16]. Uma explicação alternativa para as discrepâncias poderia ser um efeito sistemático introduzido pelo processo de uniformização fotométrica, descrito na Sec. 2.2.2; contudo, se tivéssemos mantido a posição das linhas fiduciais da PC, nossos dados seriam ainda mais deslocados para o azul, agravando tais discrepâncias.

Já as diferentes determinações de idade e metalicidade previamente obtidas apresentam grandes diferenças entre si, tendo seu domínio em geral centrado próximo aos valores inferidos por nós.

A seguir fazemos uma análise sucinta dos parâmetros globais, caso a caso. Para maiores detalhes sugerimos consultar os Apêndices A-E, onde são apresentadas determinações físicas encontradas na literatura para cada aglomerado.

NGC 1805

Medidas de $E(B-V)$ baseadas em solo ou no UV variam entre 0.07 e 0.10 (Persson et al. (1983) [70] e Meurer et al. (1990) [64]). Dados mais recentes do HST, ainda que aplicados a estrelas de campo na mesma direção sugerem menores valores, $0.03 \leq E(B-V) \leq 0.04$ (Castro et al. (2001) [20] e Javiel et al. (2004) [46]). Nossos valores de $E(B-V)$ confirmam esta tendência.

Determinações de metalicidade variam de $[Fe/H]=-0.30$ (Meliani et al. (1994) [63]) a solar (Johnson et al. (2001) [49]). A metalicidade por nós inferida, $[Fe/H] \simeq -0.5$, na verdade distoa da determinação de Johnson et al. (2001). Note contudo que a parte superior dos CMDs usados no ajuste de isócronas destes últimos autores é compatível com metalicidades menores.

NGC 1818

Estimativas anteriores de $E(B-V)$ apresentam o mesmo comportamento que no caso de NGC 1805, onde novamente os dados do HST apontam para menores valores ($E(B-V) \leq$

0.05) (Hunter et al. (1997) [44] e Castro et al. (2001) [20]). Para este aglomerado, assim como NGC 1805, os mapas de Burstein & Heiles (1982) também sugerem baixos valores de extinção. Estimativas de metalicidade variam de $[Fe/H] = -1.6$ (Richtler & Nelles (1983) [72], Sagar & Pandey (1989) [73]) a solar (Johnson et al. (2001) [49]). O valor inferido por nós está perfeitamente contido dentro deste intervalo.

NGC 1831

Estimativas de extinção situam-se entre $0.04 \leq E(B - V) \leq 0.10$ (Mateo (1988) [62], Persson et al. (1983) [70]) com exceção das estimativas de Castro et al. (2001) [20] e Javiel et al. (2004) [46], que indicam $E(B - V) \leq 0.01$, novamente em concordância com Burstein & Heiles (1982) [16] e com nossos resultados. Valores de metalicidade situam-se entre $-1.2 \leq [Fe/H] \leq 0$ (Cohen (1982) [22], Mateo (1987) [61], Bonatto et al. (1995) [12]). Em relação à idade, as determinações apontam valores de $\tau = 300$ Myr (Hodge (1984) [40]) a $\tau = 630$ Myr (Chiosi et al. (1986) [21]). Em ambos os casos nossas determinações estão contidas dentro deste intervalo.

Previamente Kerber et al. (2002) [52], em uma análise preliminar, haviam obtido um valor ligeiramente superior para a idade. Provavelmente isso se deve à não eliminação, no CMD observado, de estrelas levemente saturadas, com $V_{555} \sim 19.0$. A presença destas estrelas foi interpretada pelo método de análise como um TO mais velho.

NGC 1868

Novamente $E(B-V) \simeq 0.07$ (Meurer et al. (1990) [64]) obtido na literatura é maior que as determinações com o HST (Castro et al. (2001) [20]) e do que o valor dado por Burstein & Heiles (1982) [16]. Determinações de metalicidade indicam $[Fe/H] \leq -0.5$ (Bica et al. (1986) [8], Olszewski et al. (1991) [68]). Nosso valor determinado, de $[Fe/H] \simeq -0.4$, é marginalmente consistente com este limite superior. Determinações de idade vão de $\tau = 330$ Myr (Hodge (1983) [39]) a 1.2 Gyr (Chiosi et al. (1986) [21]) abrangendo nosso valor obtido.

Hodge 14

A mesma tendência de obtenção de menores valores de $E(B-V)$ para dados do HST

é observada. Contudo, neste caso, os dados de Burstein & Heiles (1982) [16] estão mais próximos de determinações prévias ($E(B-V)=0.09$, Bomans et al. (1995) [11]) do que as baseadas no HST ($E(B-V)=0.04$, Castro et al. (2001) [20]).

As determinação de idade situam-se dentro de $1 \lesssim \tau \lesssim 2.5$ Gyr (Geisler et al. (1997) [32], Olszewski et al. (1991) [68]) enquanto que determinações de metalicidade sugerem $[Fe/H] \sim -0.7$ (Jensen et al. (1988) [47], Olszewski et al. (1991) [68]), consistentes com nossos resultados.

5.2 Função de Massa

Como dito no Cap. 1 e na Sec. 4.2, a Função de Massa do Presente (PDMF) distingue-se da Função de Massa Inicial (IMF) pela evolução estelar e por efeitos dinâmicos. Para cada um dos aglomerados de nossa amostra, a evolução estelar apenas impõe um limite superior em massa para as estrelas da MS, sendo razoável considerar que as estrelas observadas ainda nesta fase permanecem com suas massas originais.

Por outro lado, os efeitos dinâmicos fazem com que o espectro em massa observado tenha uma dependência espacial. Entre estes efeitos destaca-se a segregação em massa, originada pela equipartição de energia no sistema provocada pelos encontros entre dois corpos, fazendo com que as estrelas adquiram, em média, a mesma energia cinética (Binney & Tremaine (1987) [18], Sptizer (1987) [78]). Dessa forma, estrelas menos massivas atingem altas velocidades, migrando preferencialmente para as regiões mais periféricas do aglomerado. Em contrapartida, as estrelas mais massivas perdem velocidade e tendem a se localizar cada vez mais próximas da região central do sistema. A segregação em massa deixa sua assinatura na PDMF fazendo com que esta função torne-se mais plana (menores valores de α) no centro e mais inclinada (maiores de valores de α) fora dele.

Com o objetivo de diagnosticar e quantificar a segregação em massa nos aglomerados de nossa amostra, determinamos a dependência posicional da inclinação da PDMF. Para este propósito dividimos a amostra de estrelas de cada aglomerado em regiões anelares,

sendo o tamanho do anel escolhido para acomodar um número mínimo de 800 estrelas. Este número foi escolhido para que a comparação entre CMDs dispusesse de uma quantidade de estrelas estatisticamente significativa. Prevendo possíveis rápidas variações espaciais de α , nos permitimos sobrepor parcialmente alguns anéis. Para fazer as determinações de α fixamos os parâmetros globais segundo os valores apresentados na tabela 5.3. Estes valores são possíveis combinações dentro das incertezas em suas determinações, como mostrado na Sec. anterior. Devido ao baixo número de estrelas, deixamos Hodge 14 de fora desta análise. O domínio em magnitude onde a PMDF foi determinada ficou restrito ao intervalo ($19.5 \leq V_{555} \leq 23.5$), correspondendo a ($2.5 \gtrsim m/m_{\odot} \gtrsim 0.9$), dependendo da relação massa-luminosidade adotada.

Os resultados da dependência posicional de α para os quatro aglomerados analisados são mostrados nas figuras 5.18 (análise 1D) e 5.19 (análise 2D). Em todos os aglomerados e independente do método, fica evidente uma clara variação de α com a distância ao centro do sistema no sentido esperado pela segregação em massa. Ou seja, a PMDF tende a ser mais plana no centro do sistema, tornando-se mais inclinada à medida que nos deslocamos para regiões fora dele.

No caso da análise 1D (figura 5.18), testamos ainda um domínio em V_{555} restrito a valores 0.50 mais brilhantes que a magnitude de detecção, evitando assim possíveis influências de uma amostra incompleta. Nas regiões mais internas ($R \lesssim 3 R_{core}$) as determinações de α utilizando-se este domínio em magnitude têm sistematicamente maiores valores do que no caso onde se exploram estrelas mais tênues. As incertezas em α mostradas correspondem às incertezas formais do ajuste de uma lei de potência à PMDF encontrada.

Comparando-se os valores encontrados para inclinação da PMDF pelos dois métodos podemos perceber que eles estão de acordo dentro das incertezas, com exceção da região mais central de NGC 1818, onde a análise 1D obteve valores maiores α por ~ 1.0 . No que diz respeito à determinação de α via comparações de CMDs, as incertezas referem-se a modelos cujos valores de χ_{γ}^2 ficaram dentro de $\chi_{\gamma,min}^2 + 1\sigma_{\chi_{\gamma}^2}$, que referem-se ao valor e à dispersão desta estatística para o melhor modelo.

De modo geral, pode-se perceber que dentro de $\sim 1.5 - 2.5 R_{core}$ a PDMF é mais plana do que se ela seguisse uma lei de Salpeter, cujo valor de $\alpha = 2.35$ é marcado pela linha pontilhada horizontal. Decartando-se a região mais externa, as amplitudes das variações em α atingem cerca de ~ 1.5 para NGC 1805, NGC 1831, chegando a ~ 3.5 para NGC 1868, curiosamente o aglomerado mais velho analisado nesta seção. Em relação a NGC 1818 o diagnóstico desta variação depende do método, sendo ela de ~ 1.0 para a análise 1D e de ~ 2.0 no caso da comparação entre CMDs.

Um outro efeito interessante é a tendência de queda no valor de α para as regiões mais externas dos aglomerados, observada para todos os sistemas, com exceção de NGC 1805. Como referência, a linha pontilhada vertical indica o limite externo aproximado do aglomerado. Isto pode ser um indicativo da interação do aglomerado com o potencial gravitacional da LMC, fazendo com que exista uma perda seletiva de estrelas de baixa massa nas regiões mais periféricas do sistema, já que pela própria segregação em massa estas terão velocidades mais próximas da velocidade de escape. A tendência é que esta perda seletiva de estrelas seja mais pronunciada em um aglomerado velho, uma vez que as múltiplas interações com regiões de maior potencial gravitacional de sua galáxia tendem a amplificar este efeito. Aparentemente isso é consistente com o observado, onde os aglomerados mais velhos analisados (NGC 1831 e NGC 1868) possuem uma assinatura mais perceptível deste efeito, principalmente se consideramos a análise em 1D. Entretanto, as incertezas quanto à subtração de estrelas de campo impedem conclusões mais fortes a este respeito.

Estudos sobre segregação em massa nestes aglomerados são relativamente poucos, o que de certa forma reflete a dificuldade de determinação de PDMFs espacialmente resolvidas em ambientes de alta densidade estelar. A maioria dos estudos prévios é baseada em análises em 1D, ou seja, via conversão de funções de luminosidade em funções de massa.

de Grijs et al. (2002b) [25] obtiveram PDMFs para NGC 1805 e NGC 1818, usando a mesma base de dados do presente trabalho. Seus resultados quanto à dependência posicional da inclinação da PDMF estão qualitativamente em perfeita concordância com os nossos. Estes autores determinam α em regiões ainda mais centrais do que por nós, estendendo

estes limites da tendência de menor inclinação da PDMF.

Determinações anteriores para NGC 1818, também baseadas em dados do HST, foram obtidas por Hunter et al. (1997) [44] e Santiago et al. (2001) [77], bem como por Will et al. (1995) [85], este último usando dados baseados em solo. Os valores encontrados de α por estes autores são consistentes, dentro das incertezas, com os valores por nós obtidos. Conforme discutido por de Grijs et al. (2002b) [25], as discrepâncias internas observadas em estudos com HST são suficientemente pequenas para serem explicadas por variações nas relações massa-luminosidade adotadas pelos diferentes autores.

Em relação a NGC 1831, Kerber et al. (2002) [52], em uma análise preliminar dos dados deste trabalho de tese, haviam determinado a dependência posicional de α , obtendo valores consistentes com os aqui apresentados.

Quanto aos demais aglomerados, não há determinações recentes de PDMFs espacialmente resolvidas. Entretanto Santiago et al. (2001) [77] e de Grijs et al. (2003) [26] evidenciaram a segregação em massa nesses aglomerados através da análise da dependência posicional da inclinação das funções de luminosidade.

Convém ressaltar que mesmo nos aglomerados mais jovens (NGC 1805 e NGC 1818), onde o tempo de relaxação à meia massa (t_{rh}) é maior que a idade do sistema, não é possível refutar a hipótese de que a segregação em massa seja causada pela dinâmica do sistema (de Grijs et al. (2002b) [25]). Embora t_{rh} possa dar uma idéia da escala de tempo para a relaxação do aglomerado como um todo, ela não é realista para as regiões mais centrais, onde a relaxação tende a ser ainda mais rápida. Além disso, esta escala temporal acaba tornando-se muito dependente das condições iniciais e da frequência de encontro entre binárias, fazendo com que somente simulações de N-corpos constituam uma abordagem realista para a dinâmica central de aglomerados ricos (Vesperini & Heggie (1997) [83], Aarseth & Heggie (1998) [1]).

Tendo em vista este cenário de investigação observacional e teórica, a separação entre uma segregação em massa dinâmica de uma primordial torna-se uma tarefa extremamente árdua, mesmo em aglomerados jovens. Esforços neste sentido são encontrados na literatura:

Kroupa et al. (2001) [54] conseguem explicar que a concentração de estrelas massivas na região central ($r < 1$ pc) do aglomerado da Nebulosa de Órion (*Orion Nebula Cluster* - ONC), observada por Hillenbrand & Hartmann (1998) [38], pode ser entendida como um processo dinâmico; Brandl, Chernoff & Moffat (2002) [13] justificam que concentração peculiar de estrelas massivas dentro de anel de 2 a 3 pc ao redor do caroço de R136 provavelmente deve-se a interações entre estrelas, fazendo-as serem ejetadas de suas posições originais no aglomerado. Exemplos como estes demonstram as dificuldades encontradas em observar as condições iniciais de sistemas estelares, mesmo para aqueles com idades inferiores a 10 Myr.

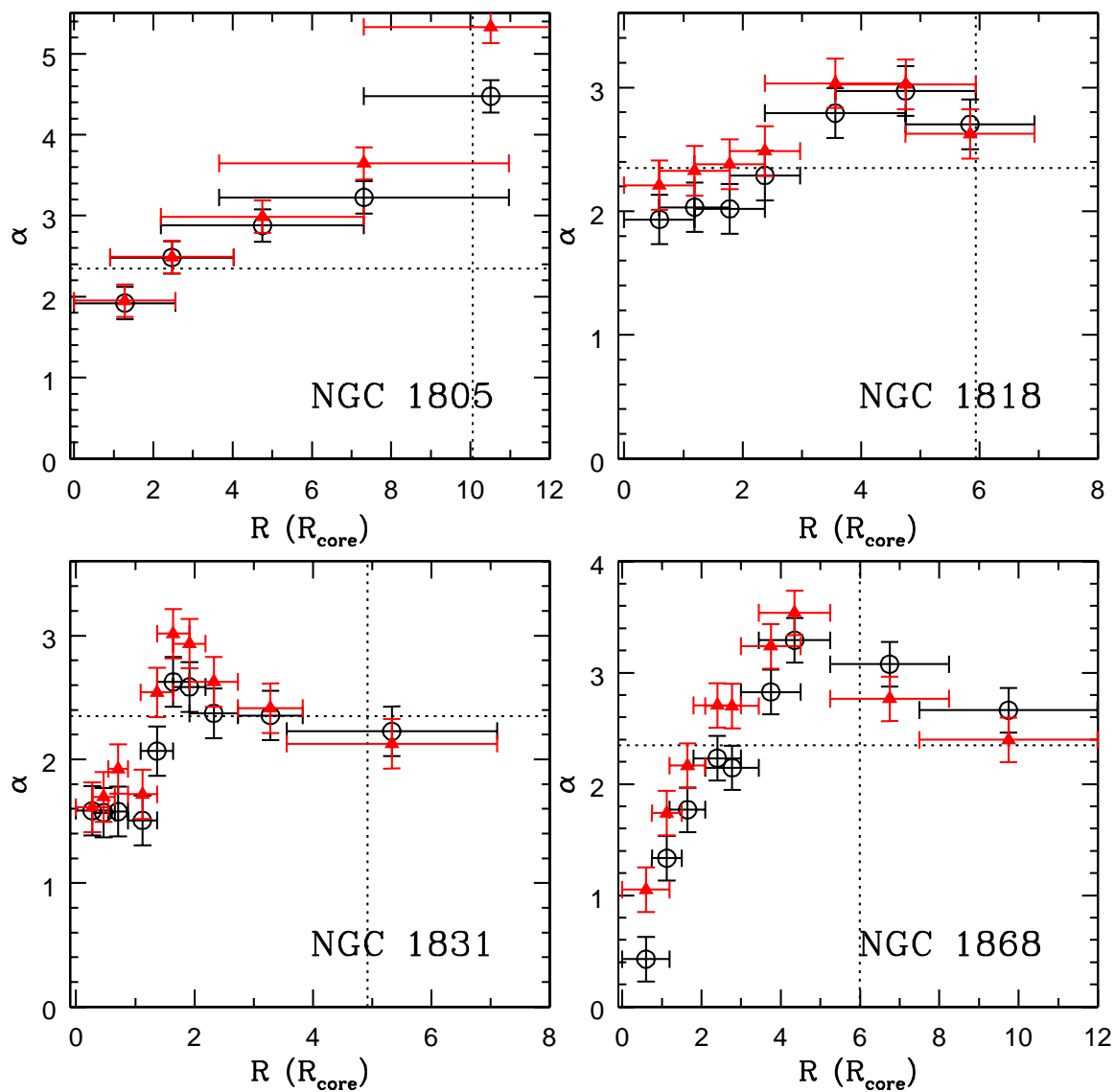


Fig. 5.18: Dependência espacial da inclinação da PDMF (α) para NGC 1805, NGC 1818, NGC 1831 e NGC 1868 através da análise em 1D. Os círculos (triângulos) correspondem a determinação de α dentro de um intervalo V_{555} mais (menos) estendido.

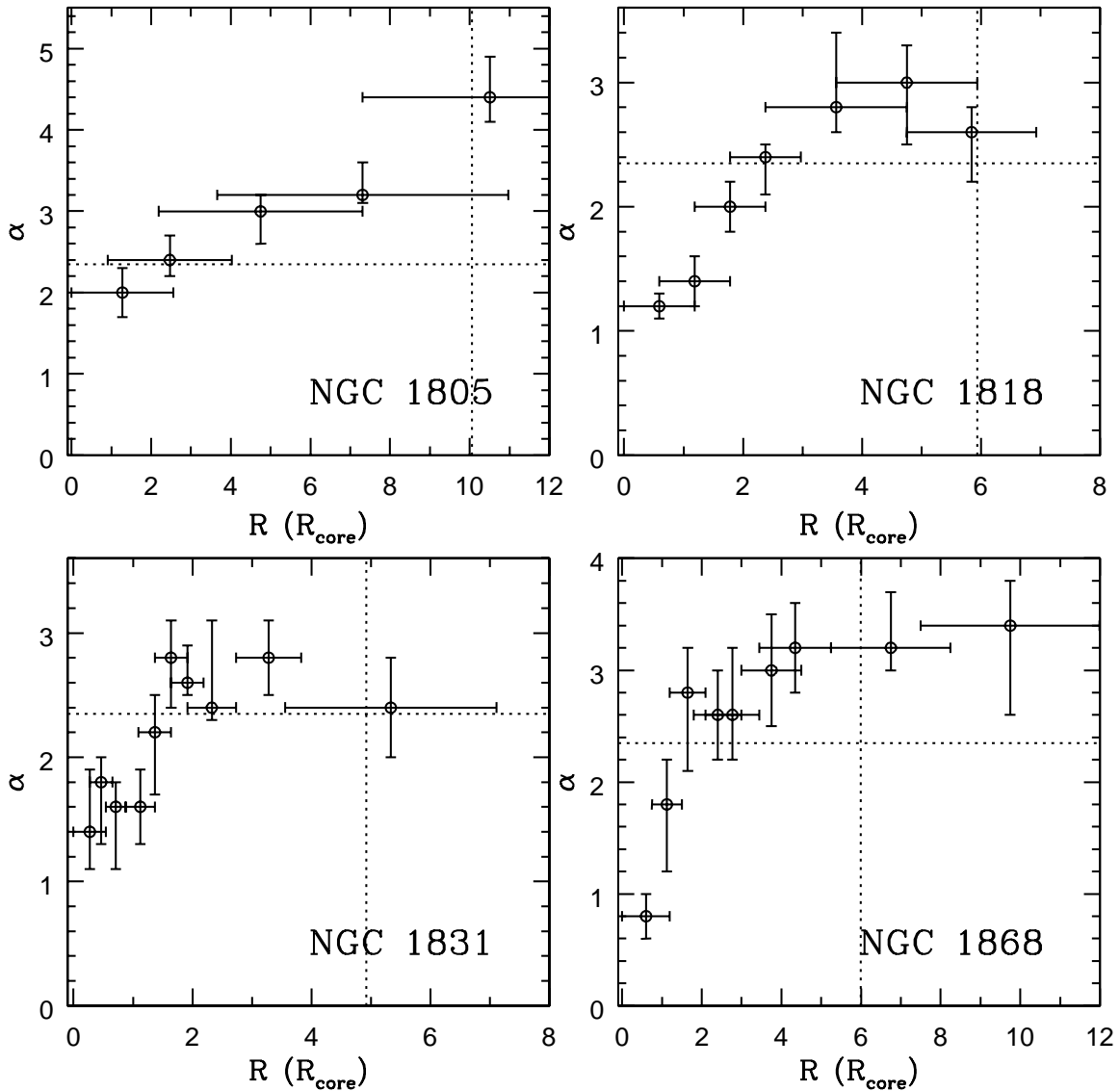


Fig. 5.19: Dependência espacial da inclinação da PDMF (α) para NGC 1805, NGC 1818, NGC 1831 e NGC 1868 através da análise em 2D. A determinação de α foi feita dentro do intervalo mais estendido em V_{555} . As posições indicadas pelos círculos são relativas aos modelos onde χ^2_γ é mínimo ($\chi^2_{\gamma,min}$). As incertezas correspondem aos modelos cujo χ^2_γ é menor que $\chi^2_{\gamma,min} + \sigma_{\chi^2_\gamma}$.

Capítulo 6

Conclusões

O presente trabalho configura-se em uma tentativa de estabelecer métodos objetivos de análise de CMDs de aglomerados capazes de recuperar os parâmetros globais do sistema (idade, metalicidade, módulo de distância e avermelhamento) e a sua PDMF, fazendo uso de forma eficiente de toda a informação da MS contida no plano cor-magnitude. Para este propósito buscamos aliar um modelamento de CMDs que incorporasse efeitos causados pelas incertezas fotométricas e pelo binarismo não resolvido a estatísticas de comparações de distribuições de pontos em um plano.

Como estudo de caso utilizamos uma amostra de 5 aglomerados ricos da LMC, cujos dados foram obtidos pela WFPC2 do HST nas bandas F555W ($\sim V$) e F814W ($\sim I$), cobrindo um domínio de $18.0 \leq V_{555} \leq 24.0$ correspondente a $0.8 \lesssim m/m_{\odot} \lesssim 2.5$. Esta amostra de aglomerados foi previamente escolhida (Beaulieu et al. (1999) [6]) por apresentar uma diversidade de condições físicas, sendo composta por NGC 1805 e NGC 1818, os mais jovens ($\tau < 100$ Myr), NGC 1831 e NGC 1868, os de idade intermédia ($500 \lesssim \tau \lesssim 1000$ Myr) e Hodge 14, o mais velho ($\tau \gtrsim 1200$ Myr).

Embora o processo de redução dos dados já tenha sido feito por Santiago et al. (2001) [77], aplicamos neles um processo de uniformização fotométrica tendo em vista pequenas variações sistemáticas. Valendo-se do fato que cada aglomerado possui duas imagens (CEN e HALF), determinamos as incertezas fotométricas de forma empírica comparando medidas independentes para um mesmo conjunto de estrelas. Ainda em relação aos dados, desenvolvemos e aplicamos métodos de correção para a incompletude da amostra bem como para

a contaminação por estrelas de campo, neste último caso valendo-se de imagens de campo localizadas a cerca de 7 arcmin de cada aglomerado.

A recuperação da informação contida na MS dos aglomerados foi feita por uma série de ferramentas de análise. A estratégia empregada para este fim foi de separar a determinação dos parâmetros globais, feita para o centro do sistema, da determinação da PDMF, realizada em diferentes regiões espaciais concêntricas. Antes de aplicarmos aos CMDs dos aglomerados, testamos cada uma destas ferramentas por meio de experimentos controlados. Estes experimentos consistem em analisar um CMD artificial, cujos parâmetros conhecemos de antemão, avaliando a ferramenta de análise através dos valores dos parâmetros recuperados por ela. Em relação à determinação dos parâmetros globais, tanto a análise de linhas fiduciais quanto à comparação de CMDs demonstraram ótimos resultados, recuperando os valores da falsa observação dentro das incertezas consideradas. No que diz respeito à PDMF, demonstramos que existe uma clara influência do binarismo não resolvido na determinação da inclinação desta função quando é feita a simples conversão direta de luminosidade em massa, ignorando a presença destes sistemas não resolvidos. Esta influência faz com que as determinações de α sejam sistematicamente mais planas do que deveriam, chegando a um fator de 0.3 quando $\alpha \sim 1.0$. A comparação de CMDs, por outro lado, demonstrou-se sensível em relação às hipóteses sobre o binarismo, muito embora as incertezas no valores recuperados de α sejam maiores.

Todos estes experimentos controlados foram feitos com um número de pontos compatível com as observações dos aglomerados e utilizando a grade de modelos proposta para analisá-los.

De uma maneira geral, os resultados da análise dos CMDs dos aglomerados são, dentro das incertezas, independentes da ferramenta utilizada. No que se refere aos parâmetros globais, determinamos Z , $(V - M_V)_0$ e $E(B-V)$ para todos os sistemas, sendo possível determinar também a idade dos três aglomerados mais velhos. A tabela 5.1 e a tabela 5.2 apresentam, respectivamente, estes resultados para o método de linha fiducial e por meio de comparações de CMDs. Os valores obtidos apresentam incertezas bem menores do que

os domínios de valores explorado pelo modelamento e encontrado na literatura.

Através da determinação da dependência posicional da inclinação da PDMF buscamos diagnosticar e quantificar o efeito da segregação em massa nos aglomerados mais ricos (NGC 1805, NGC 1818, NGC 1831 e NGC 1868). Independente do método utilizado para a determinação de α , todos os aglomerados analisados apresentam claramente o efeito da segregação em massa, o que concorda com resultados anteriores relatados na literatura (Santiago et al. (2001) [77], de Grijs et al. (2002b) [25], Kerber et al. (2002) [52], de Grijs et al. (2002c) [26]). Embora no caso dos aglomerados jovens (NGC 1805 e NGC 1818) suas idades sejam inferiores ao seus t_{rh} (de Grijs et al. (2002b) [25]), convém ressaltar que isso ainda não configura uma evidência direta de segregação em massa primordial, uma vez que simulações de N-corpos realistas (que incorporam, por exemplo, interações com binárias) conseguem entender este efeito como de origem dinâmica em escalas de tempo muito menores que o t_{rh} (Kroupa et al. (2001) [54]).

Ainda em relação a segregação em massa, os resultados sugerem uma correlação entre idade e amplitude na variação espacial de α ($\Delta\alpha$), uma vez que para os mais jovens $\Delta\alpha \lesssim 2.0$ e para NGC 1868, o mais velho analisado, $\Delta\alpha \sim 3.5$.

Além disso, NGC 1818, NGC 1831 e NGC 1868 apresentam uma tendência de queda nos valores de α para suas regiões mais externas. Uma possível interpretação para este efeito seria uma perda seletiva de estrelas de baixa massa nas regiões periféricas destes sistemas resultante da interação do aglomerado com o potencial gravitacional da LMC. Considerando-se exclusivamente a análise em 1D, esta assinatura é ainda mais evidente nos dois aglomerados mais velhos analisados (NGC 1831 e NGC 1868).

Destacamos como futuras aplicações dos métodos de análise de CMDs de aglomerados as seguintes situações:

1. a análise de uma amostra maior de CMDs para a LMC e SMC com dados do HST (Brocato et al. (2001) [14]);
2. investigação sobre o binarismo não resolvido;

3. a análise de CMDs de aglomerados da Galáxia usando dados do 2MASS;
4. investigação sobre convecção utilizando estrelas evoluídas (vínculos para os modelos de evolução e interiores estelares).

Referências

- [1] AARSETH, S. J.; HEGGIE, D. C. Basic N-body modelling of the evolution of globular clusters - I. Time scaling. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Oxford, v. 297, n. 3, pp. 794-806, July 1998.
- [2] ALEXANDER, D. R.; BROCATO, E.; CASSISI, S.; CASTELLANI, V.; CIACIO, F.; DEGL'INNOCENTI, S. A theoretical approach to globular cluster low main sequence stars. *Astronomy and Astrophysics*, Berlin, v. 317, n. 1, p.90-98, Jan. 1997.
- [3] BAADE, W. The Resolution of Messier 32, NGC 205, and the Central Region of the Andromeda Nebula. *Astrophysical Journal*, Chicago, v. 100, n. 1, p. 137-146, Sept. 1944.
- [4] BARAFFE, I.; CHABRIER, G.; ALLARD, F.; HAUSCHILDT, P. H. Evolutionary models for solar metallicity low-mass stars: mass-magnitude relationships and color-magnitude diagrams. *Astronomy and Astrophysics*, Berlin, v.337, n. 1, p.403-412, Sept. 1998.
- [5] BARMINA, R.; GIRARDI, L. CHIOSI C. NGC 1866: A workbench for stellar evolution. *Astronomy and Astrophysics*, Les Ulis, v. 385, n. 1, p.847-861, Apr. 2002.
- [6] BEAULIEU, S. F.; ELSON, R.; GILMORE, G.; JOHNSON, R. A.; TANVIR, N.; SANTIAGO, B. The Formation and Evolution of LMC Globular Clusters: The Database. In: IAU SYMPOSIUM, 190, 1998, Victoria, Canada. *New Views of the Magellanic Clouds*. Chelsea: Astronomical Society of the Pacific, 1999, p. 460-461.
- [7] BEAULIEU, S. F.; GILMORE, G.; ELSON, R.A.W.; JOHNSON, R.A.; SANTIAGO, B.; SIGURDSSON, S.; TANVIR, N. The Metal-rich Globular Cluster NGC 6553: Observa-

- tions with WFPC2, STIS, and NICMOS. *Astronomical Journal*, Chicago, v. 121, n. 5, p. 2618-2637, May 2001.
- [8] BICA, E., ALLOIN, D. A base of star clusters for stellar population synthesis. *Astronomy and Astrophysics*, Berlin, v. 162, n. 1-2, p. 21-31, July 1986.
- [9] BICA, E.; ALLOIN, D.; SANTOS Jr, J.F.C., Blue Magellanic clusters - Near-infrared spectral evolution. *Astronomy and Astrophysics*, Berlin, v. 235, n. 1-2, p. 103-113, Aug. 1990.
- [10] BICA, E.; GEISLER, D.; DOTTORI, H.; CLARIÁ, J. J.; PIATTI, A. E.; SANTOS Jr., J. F. C. Ages and metallicities of star clusters and surrounding fields in the outer disk of the Large Magellanic Cloud. *Astronomical Journal*, Chicago, v. 116, n. 2, p. 723-737, Aug. 1998.
- [11] BOMANS, D.J.; VALLENARI, A.; de BOER, K.S. NGC 1978 in the LMC: the cluster and surrounding field. *Astronomy and Astrophysics*, Les Ulis, v. 298, n. 2, p. 427-437, June 1995.
- [12] BONATTO, C.; BICA, E.; ALLOIN, D. Ultraviolet spectral evolution of star clusters in the IUE library. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, Les Ulis, v.112, n. 1, p.71-88, July 1995.
- [13] BRANDL, B; CHERNOFF, D. F.; MOFFAT, A.F.J., Massive Stars Ejected from R136? In: IAU SYMPOSIUM 207, 2001, Pucon, Chile. *Extragalactic Star Clusters*. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, 2002, p.694-696.
- [14] BROCATO, E.; DI CARLO, E.; MENNA, G. Large Magellanic Cloud stellar clusters. I. 21 HST colour magnitude diagrams. *Astronomy and Astrophysics*, Les Ulis, v. 374, n. 1, p.523-539, Aug. 2001.
- [15] BRUZUAL A., G. Uncertainties in population-synthesis models. In: EUROCONFERENCE ON THE EVOLUTION OF GALAXIES ON COSMOLOGICAL TIMES-

- CALES, 1998, Puerto de la Cruz, Spain. *Evolution of Galaxies on Cosmological Timescales*. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, 1999. p. 245-255. (Astronomical Society of the Pacific Conference Series, v. 187).
- [16] BURSTEIN, D.; HEILES, C. Reddening derived from H I and Galaxy counts - accuracy and maps. *Astronomical Journal*, Woodbury, v. 87, n. 2, p. 1165-1189, Aug. 1982.
- [17] BINNEY, J.; MERRIFIELD, M. *Galactic Astronomy*. Princeton: Princeton University Press, 1998.
- [18] BINNEY, J.; TREMAINE, S. *Galactic Dynamics*. 3 ed. Princeton: Princeton University Press, 1987.
- [19] CASERTANO, S.; MUCHTLER, M. The Long vs. Short Anomaly in WFPC2 Images . In: SPACE TELESCOPE SCIENCE INSTITUTE. *WFPC2 Instrument Science Report*; 98-02. Disponível em: <http://www.stsci.edu/instruments/wfpc2/Wfpc2_isr/wfpc2_isr9802.ps>. Acesso: 3 junho 2004.
- [20] CASTRO, R.; SANTIAGO, B. X.; GILMORE, G. F.; BEAULIEU, S.; JOHNSON, R. A. Deep colour-magnitude diagrams of LMC field stars imaged with HST. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Oxford, v. 326, n. 1, p. 333-341, Sept. 2001.
- [21] CHIOSI, C.; BERTELLI, G.; BRESSAN, A., NASI, E. Magellanic Cloud star clusters: The problems of age determination, metallicity - Age relationship and AGB star luminosity function. *Astronomy and Astrophysics*, Les Ulis, v. 165, n. 1-2, p. 84-94, Sept. 1986.
- [22] COHEN, J.G. The age-metallicity relationship for the clusters of the Large Magellanic Cloud. *Astrophysical Journal*, Chicago, v. 258, n. 1, p. 143-153, July 1982.
- [23] COOL, A.; PIOTTO, G.; KING, I. R. The Main Sequence and a White Dwarf Sequence

- in the Globular Cluster NGC 6397. *Astrophysical Journal*, Chicago, v.468, n. 2, p.655-663, Sept. 1996.
- [24] DE GRIJS, R.; JOHNSON, R. A.; GILMORE, G. F.; FRAYN, C. M. Mass segregation in young compact star clusters in the Large Magellanic Cloud - I. Data and luminosity functions. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Oxford, v. 331, n. 1, p. 228-244, Mar. 2002.
- [25] DE GRIJS, R.; GILMORE, G. F.; JOHNSON, R. A.; MACKEY, A. D. Mass segregation in young compact star clusters in the Large Magellanic Cloud - II. Mass functions. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Oxford, v. 331, n. 1, p. 245-258, Mar. 2002.
- [26] DE GRIJS, R.; GILMORE, G. F.; MACKEY, A. D.; WILKINSON, M. I.; BEAULIEU, S. F.; JOHNSON, R. A.; SANTIAGO, B. X. Mass segregation in young compact clusters in the Large Magellanic Cloud - III. Implications for the initial mass function. *Monthly Notice of the Royal Astronomical Society*, Oxford, v. 337, n. 2, p. 597-608, Dec. 2002.
- [27] DE VAUCOULEURS, G.; DE VAUCOULEURS, A.; CORWIN, H.G. Second Reference Catalogue of Bright Galaxies . In: NASA/IPAC extragalactic database. Disponível em <<http://nedwww.ipac.caltech.edu/>>. Acesso: 4 junho 2004.
- [28] ELSON, R.; FALL, S.M., LMC clusters - Age calibration and age distribution revisited. *Astronomical Journal*, Woodbury, v. 96, n. 4, p. 1383-1388, Oct. 1988.
- [29] GALLAGHER III, J. S.; MOULD, J. R.; de FEIJTER, E.; HOLTZMAN, J.; STAPPERS, B.; WATSON, A.; TRAUGER, J.; BALLESTER, G. E.; BURROWS, C. J.; CASERTANO, S.; CLARKE, J. T.; CRISP, D.; GRIFFITHS, R. E.; HESTER, J. J.; HOESSEL, J.; KRIST, J.; MATTHEWS, L. D.; SCOWEN, P. A.; STAPELFELDT, K. R.; WESTPHAL, J. A. Main-sequence stars and the star formation history of the outer disk in the Large Magellanic Cloud. *Astrophysical Journal*, Chicago, v. 466, n. 2, p. 732-741, Aug. 1996.

- [30] GALLART, C.; APARICIO, A.; BERTELLI, G.; CHIOSI, C. The Local Group Dwarf Irregular Galaxy NGC 6822.II.The Old and Intermediate -Age Star Formation History. *Astronomical Journal*, Woodbury, v. 112, p. 1950-1968, Nov. 1996.
- [31] GALLART, C.; FREEDMAN, W. L.; APARÍCIO, A.; BERTELLI, G.; CHIOSI, C. The star formation history of the Local Group dwarf galaxy Leo I. *Astronomical Journal*, Chicago, v. 118, n. 5, p. 2245-2261, Nov. 1999.
- [32] GEISLER, D.; BICA, E.; DOTTORI, H.; CLARIÁ, J. J.; PIATTI, A. E.; SANTOS Jr., J. F. C. A search for old star clusters in the Large Magellanic Cloud. *Astronomical Journal*, Chicago, v. 114, n. 5, p. 1920-1932, Nov. 1997.
- [33] GIRARDI, L.; BICA, E. Colour Evolution Models and the Distribution of Large Magellanic Cloud Clusters in the Integrated UBV Plane . *Astronomy and Astrophysics*, Berlin, v. 274, n. 1, p. 279-290, July 1993.
- [34] GIRARDI, L.; BRESSAN, A.; BERTELLI, G.; CHIOSI, C. Evolutionary tracks and isochrones for low- and intermediate-mass stars: from 0.15 to 7 M_{\odot} , and from $Z=0.0004$ to 0.03. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, Les Ulis, v. 141, n. 1, p. 371-383, Feb. 2000.
- [35] GOODWIN, S. The initial conditions of young globular clusters in the Large Magellanic Cloud. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Oxford, v. 286, n. 3, p. 669-680, Apr. 1997.
- [36] HERNANDEZ, X.; VALLS-GABAUD, D.; GILMORE, G. Deriving star formation histories: inverting Hertzsprung-Russell diagrams through a variational calculus maximum likelihood method. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Oxford, v. 304, n. 4, p. 705-719, Apr. 1999.
- [37] HERNANDEZ, X.; VALLS-GABAUD, D.; GILMORE, G. Non-parametric star formation histories for four dwarf spheroidal galaxies of the Local Group. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Oxford, v. 317, n. 4, p. 831-842, Oct. 2000.

- [38] HILLENBRAND, L.A.; HARTMANN, L. E. A Preliminary Study of the Orion Nebula Cluster Structure and Dynamics. *Astrophysical Journal*, Chicago, v. 492, n. 2, p. 540-553, Jan. 1998.
- [39] HODGE, P.W., Age calibrations of Magellanic Cloud clusters. *Astrophysical Journal*, Chicago, v. 264, n. 2, p. 470-475, Jan. 1983.
- [40] HODGE, P.W. The Large Magellanic Cloud intermediate-age globular cluster NGC 1831. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, San Francisco, v. 96, n. 2, p. 947-959, Dec. 1984.
- [41] HOG, E., FABRICIUS, C., MAKAROV, V. V., URBAN, S., CORBIN, T., WYCOFF, G., BASTIAN, U., SCHWEKENDIEK, P., AND WICENEC, A. The Tycho-2 catalogue of the 2.5 million brightest stars. *Astronomy and Astrophysics*, Berlin, v.355, n. 2, p. L27-L30, Mar. 2000.
- [42] HOLTZMAN, J. A.; BURROWS, C. J.; CASERTANO, S.; HESTER, J. J.; TRAUGER, J. T.; WATSON, A. M.; WORTHEY, G. The photometric performance and calibration of WFPC2. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, San Francisco, v. 107, n. 2, p. 1065-1093, Nov. 1995.
- [43] HOLTZMAN, J. A.; HESTER, J. J.; CASERTANO, S.; TRAUGER, J. T.; WATSON, A. M.; BALLESTER, G. E.; BURROWS, C. J.; CLARKE, J. T.; CRISP, D.; EVANS, R. W.; GALLAGHER, J. S.; GRIFFITHS, R. E.; HOESSEL, J. G.; MATTHEWS, L. D.; MOULD, J. R.; SCOWEN, P. A.; STAPELFELDT, K. R.; WESTPHAL, J. A. The performance and calibration of WFPC2 on the Hubble Space Telescope. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, San Francisco, v. 107, n. 1, p. 156-178, Feb. 1995.
- [44] HUNTER, D. A.; LIGHT, R. M.; HOLTZMAN, J.A.; LYNDS, R.; O'NEIL, E. J., Jr.; GRILLMAIR, C. J. The Intermediate-Mass Stellar Population of the Large Magellanic Cloud Cluster NGC 1818 and the Universality of the Stellar Initial Mass Function. *Astrophysical Journal*, Chicago, v.478, n. 1, p.124, Mar. 1997.

- [45] HURLEY, J.; TOUT, C. The binary second sequence in cluster colour-magnitude diagrams. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Oxford, v. 300, n. 4, p. 977-980, Nov. 1998.
- [46] JAVIEL, S. C.; SANTIAGO, B. X.; KERBER, L. O. Constraints on the formation of the Large Magellanic Cloud. *Astronomy and Astrophysics*. Submetido.
- [47] JENSEN, J.; MOULD, J.R.; REID, I.N., The continuity of cluster formation in the Large Magellanic Cloud. *Astrophysical Journal Supplement Series*, Chicago, v. 67, n. 1, p. 77-83, May 1988.
- [48] JOHNSON, J. A.; BOLTE, M.; STETSON, P. B.; HESSER, J. E.; SOMERVILLE, R. S. Hubble Space Telescope Observations of the Oldest Star Clusters in the Large Magellanic Cloud. *Astrophysical Journal*, Chicago, v. 527, n. 1, p. 199-218, Dec. 1999.
- [49] JOHNSON, R. A.; BEAULIEU, S. F.; GILMORE, G. F.; HURLEY, J.; SANTIAGO, B. X.; TANVIR, N. R.; ELSON, R. A. W. Young star clusters in the Large Magellanic Cloud: NGC 1805 and NGC 1818. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Oxford, v. 324, n. 2, p. 367-380, June 2001.
- [50] KENNICUTT, C., Jr. Overview: The Initial Mass Function in Galaxies. In: 38th HERSTMONCEUX CONFERENCE, 1998, Cambridge, UK. *The Stellar Initial Mass Function*. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, 1998. p. 1-15. (Astronomical Society of the Pacific Conference Series, v. 142).
- [51] KERBER, L. O.; SANTIAGO, B. X.; JAVIEL, S. C. Constraints on thick disc and halo parameters from HST photometry of field stars in the Galaxy. *Astronomy and Astrophysics*, Les Ulis, v. 365, n. 3, p. 424-430, Jan. 2001.
- [52] KERBER, L. O.; SANTIAGO, B. X.; CASTRO, R.; VALLS-GABAUD, D. Analysis of colour-magnitude diagrams of rich LMC clusters: NGC 1831. *Astronomy and Astrophysics*, Les Ulis, v. 390, n. 1, p. 121-132, July 2002.

- [53] KROUPA, P.; TOUT, C.; GILMORE, G. The effects of unresolved binary stars on the determination of the stellar mass function. *Monthly Notices of Royal Astronomical Society*, Oxford, v. 251, n. 2, p. 293-302, July 1991.
- [54] KROUPA, P.; AARSETH, S.; HURLEY, J.; The formation of a bound star cluster: from the Orion nebula cluster to the Pleiades. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Oxford, v. 321, n. 4, p. 699-712, Mar. 2001.
- [55] KROUPA, P. The initial mass function of stars: evidence for uniformity in variable systems. *Science*, Washington, v. 295, n. 5552, p. 88-91, Jan. 2002.
- [56] LASTENNET, E.; VALLS-GABAUD, D. Determination of the initial mass function in open clusters from realistic simulations. *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Serie de Conferencias*, Mexico, v. 8, p. 115-118, Dec. 1999.
- [57] LUHMAN, K. L.; RIEKE, G. H.; YOUNG, E. T.; COTERA, A. S.; CHEN, H.; RIEKE, M. J.; SCHNEIDER, G.; THOMPSON, R. I. The initial mass function of low-mass stars and brown dwarfs in young clusters. *Astrophysical Journal*, Chicago, v. 540, n. 2, p. 1016-1040, Sept. 2000. pt. 2.
- [58] MAEDER, A.; MEYNET, G. The Evolution of Rotating Stars. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, Palo Alto, v. 38, p. 143-190, 2000.
- [59] MACKEY, A.; GILMORE, G. Surface brightness profiles and structural parameters for 53 rich stellar clusters in the Large Magellanic Cloud. *Monthly Notice of the Royal Astronomical Society*, Oxford, v. 338, n. 1, p. 85-119, Jan. 2003.
- [60] MALKOV, O.; ZINNECKER, H. Binary stars and the fundamental initial mass function. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Oxford, v. 321, n. 1, p. 149-154, Feb. 2001.
- [61] MATEO, M. Collapsed cores and the structural parameters of old Large Magellanic Cloud star clusters. *Astrophysical Journal*, vol. 323n. 2, L41-L45, Dec. 1987.

- [62] MATEO, M. Main-sequence luminosity and initial mass functions of six Magellanic Cloud star clusters ranging in age from 10 megayears to 2.5 gigayears. *Astrophysical Journal*, Chicago, vol. 331, n. 1, p. 261-293, Aug. 1988.
- [63] MELIANI, M. T.; BARBUY, B.; RICHTLER, T. Carbon abundances in the LMC globular cluster NGC 1818. *Astronomy and Astrophysics*, Berlin, v. 290, n. 3, p. 753-761, Oct. 1994.
- [64] MEURER, G.R., CACCIARI, C., FREEMAN, K.C. Ultraviolet colors as age indicators for LMC clusters. *Astronomical Journal*, Woodbury, v. 99, n. 4, p. 1124-1132, Apr. 1990.
- [65] MIGHELL, K. J.; RICH, R. M.; SAHA, M.; FALL, S. M. WFPC2 Observations of Star Clusters in the Magellanic Clouds. I. The Large Magellanic Cloud Globular Cluster Hodge 11. *Astronomical Journal*, Woodbury, v. 111, n. 6, p. 2314-2319, June 1996.
- [66] MIGHELL, K. J. Parameter estimation in astronomy with poisson-distributed data. I. The χ^2_γ statistic. *Astrophysical Journal*, Chicago, v. 518, n. 1, p. 380-393, June 1999.
- [67] OKUMURA, S.; MORI, A.; NISHIHARA, E.; WATANABE, E.; YAMASHITA, T. The initial mass function of a massive star-forming region W51. *Astrophysical Journal*, Chicago, v. 543, n. 2, p. 799-821, Nov. 2000.
- [68] OLSZEWSKI, E. W.; SCHOMMER, R. A.; SUNTZEFF, N. B.; HARRIS, H. C. Spectroscopy of giants in LMC clusters. I. Velocities, abundances, and the age-metallicity relation. *Astronomical Journal*, Woodbury, v. 101, n. 2, p. 515-537, Feb. 1991.
- [69] OLSZEWSKI, E. W.; SUNTZEFF, N. B.; MATEO, M. Old and intermediate-age stellar populations in the Magellanic Clouds. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, Palo Alto, v. 34, p. 511-550, Jan. 1996.
- [70] PERSSON, S.E.; AARONSON, M.; COHEN, J.G., FROGEL, J.A., MATTHEWS, K. Photometric studies of composite stellar systems. V - Infrared photometry of star

- clusters in the Magellanic clouds. *Astrophysical Journal*, Chicago, v. 266, n. 1, p. 105-129., Mar. 1983.
- [71] PULONE, L.; DE MARCHI, G.; COVINO, S.; PERESCE, F. HST observations of the metal rich globular clusters NGC 6496 and NGC 6352. *Astronomy and Astrophysics*, Les Ulis, v. 399, n. 1, p.121-131, Feb. 2003.
- [72] RICHTLER, T.; NELLES, B. Four-colour photometry of some globular cluster giants in the Galaxy and the Magellanic Clouds. *Astronomy and Astrophysics*, Les Ulis, v. 119, n. 1, p. 75-79, Mar. 1983.
- [73] SAGAR, R.; PANDEY, A.K. A bibliography F colour magnitude diagram studies of star clusters in the Magellanic Clouds. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, Les Ulis, v. 79, n. 3, p. 407-422, Sept. 1989.
- [74] SAHA, P. A Method for Comparing Discrete Kinematic Data and N-Body Simulations. *Astronomical Journal*, Chicago, v. 115, n. 3, p. 1206-1211, Mar. 1998.
- [75] SALPETER, E. E. The luminosity function and stellar evolution. *Astrophysical Journal*, Chicago, v. 121, n. 1, p. 161-167, Jan. 1955.
- [76] SANTIAGO, B., STRAUSS, M. Large-scale morphological segregation in the Center for Astrophysics redshift survey. *Astrophysical Journal*, Chicago, v. 387, n. 1, p. 9-20, March 1992.
- [77] SANTIAGO, B.; BEAULIEU, S.; JOHNSON, R.; GILMORE, G. F. Stellar luminosity functions of rich star clusters in the Large Magellanic Cloud. *Astronomy and Astrophysics*, Berlin, v. 369, n. 1, p. 74-86, Apr. 2001.
- [78] SPITZER, S. Dynamical Evolution of Globular Clusters. Princeton: Princeton Series in Astrophysics, 1987.
- [79] STETSON, P. B.; HARRIS, W. E. CCD photometry of the globular cluster M92. *Astronomical Journal*, Woodbury, v. 96, n. 3, p. 909-975, Sept. 1988.

-
- [80] TESTA, V.; FERRARO, F. R.; CHIEFFI, A.; STRANIERO, O.; LIMONGI, M.; FUSI PECCI, F. The Large Magellanic Cloud Globular Cluster NGC 1866: New Data, New Models, New Analysis. *The Astronomical Journal*, Chicago, v. 118, n. 6, p. 2839-2864, Dec. 1999.
- [81] VALLENARI, A.; CHIOSI, C.; BERTELLI, G.; ORTOLANI, S. Star formation in the Large Magellanic Cloud. II. Evidence for an old intermediate-age burst of stellar activity? *Astronomy and Astrophysics*, Berlin, v. 309, n. 2, p. 358-366, May 1996.
- [82] VALLS-GABAUD, D.; LASTENNET, E. New statistical techniques for measuring the initial mass function. *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Serie de Conferencias*, Mexico, v. 8, p. 111-114, Dec. 1999.
- [83] VESPERINI, E.; HEGGIE, D. C. On the effects of dynamical evolution on the initial mass function of globular clusters. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Oxford, v. 289, n. 4, p. 898-920, Aug. 1997.
- [84] WESTERLUND, B. E. The Magellanic Clouds: their evolution, structure and composition. *Astronomy and Astrophysics Review*, Berlin, v. 2, n. 1, p. 29-78, Jan. 1990.
- [85] WILL, J.-M.; BOMANS, D.; DE BOER, K. The initial mass function of the young cluster NGC 1818 in the Large Magellanic Cloud. *Astronomy and Astrophysics*, Les Ulis, v. 295, n. 1, p. 54-62, Mar. 1995.

Apêndice A

LMC Cluster Database: NGC 1805

Página web criada por Richard de Grijs e localizada em

<http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1805.html>

e acessada em 8 de junho de 2004.

LMC Clusters Database: NGC 1805



LMC
Data

Quick links:	Cluster Structure	Cluster Dynamics	References	SIMBAD
--------------	-----------------------------------	----------------------------------	----------------------------	------------------------

NGC 1805 / SL 186

SWB class	I	Searle et al. (1980)
-----------	---	--------------------------------------

Cluster Photometry and Spectroscopy

1. Global Cluster Photometry

V	10.63	mag	(no extinction correction)	van den Bergh (1981)
M_V	-7.9	mag	$(m-M)_0 = 18.5$	van den Bergh (1981)
$U-B$	-0.55	mag	(no extinction correction)	van den Bergh (1981)
$(U-B)_0$	-0.59	mag	$E(B-V) = 0.06$	Bica et al. (1990)
$B-V$	0.11	mag	(no extinction correction)	van den Bergh (1981)
$(B-V)_0$	0.05	mag	$E(B-V) = 0.06$	Bica et al. (1990)
$(V-K)_0$	2.80	mag	$E(B-V) = 0.10$	Persson et al. (1983)
$\mu_V(0)$	19.5	mag arcsec ⁻²	$E(B-V) = 0.04$; $(m-M) = 18.5$; central surface brightness	Santiago et al. (2001)
$(J-K)_0$	0.89	mag	$E(B-V) = 0.10$	Persson et al. (1983)
$(H-K)_0$	0.19	mag	$E(B-V) = 0.10$	Persson et al. (1983)
CO index	0.240		$E(B-V) = 0.10$	Persson et al. (1983)
H ₂ O index	0.105		$E(B-V) = 0.10$	Persson et al. (1983)
$(m-M)_0$	18.59	mag	Assuming a disc model for the distribution of stars in the inner and intermediate regions of the LMC, with the plane of the disc inclined by 45° relative to the sky, its centre at $(m-M)_0 = 18.5$ (Panagia et al. 1991), the line of nodes in the N-S direction and the East side of the disc in the foreground (Westerlund 1990)	Castro et al. (2001)

1.1. Aperture Photometry

[Persson et al. \(1983\)](#)

Aperture (")	K	$V-K$	$J-K$	CO index	H ₂ O index
28	7.74 ± 0.02	3.28	0.99 ± 0.04		
56	7.64 ± 0.02	3.02	0.88 ± 0.04		
60	7.68 ± 0.03	2.95	0.97 ± 0.05	0.235 ± 0.002	0.110 ± 0.002

2. Photometry of Features in the CM diagram

Stellar Photometry (Tables):	
- Cohen et al. (1984)	IUE
- Meurer et al. (1990)	IUE

<http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1805.html>

Fig. A.1: <http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1805.html> - parte 1

LMC Clusters Database: NGC 1805

- Johnson et al. (2001)	<i>HST</i> (V, V-I)	
<i>Colour-Magnitude and/or Hertzsprung-Russell Diagrams:</i>		
- Johnson et al. (2001)	<i>HST</i> (V, V-I) and (V, V-H)	All stars
- Elson et al. (1999)	<i>HST</i> luminosity function (STIS)	
- Santiago et al. (2001)	<i>HST</i> luminosity and mass functions	

3. Reddening and Metallicity

E(B-V)	0.10 mag		Persson et al. (1983)
	0.07 mag	integrated IUE colours	Meurer et al. (1990)
	0.04 mag	isochrone fit to <i>HST</i> CMD	Castro et al. (2001)
[Fe/H]	-0.30 dex	average metallicity of young LMC population; Z = 0.009	cf. Meliani et al. (1994)
	~ 0.0 dex	<i>HST</i> CMDs	Johnson et al. (2001)

4. Age Estimates

log(age [yr])	6.95	NIR spectra	Bica et al. (1990)
	7.42	IUE colours; isochrones without convective overshoot; $(m-M)_0 = 18.6$	Meurer et al. (1990)
	7.62	UBV colours	Barbaro & Olivi (1991)
	7.68	UV colours	Barbaro & Olivi (1991)
	7.54	UV spectrum: not very sensitive to young ages	Barbaro & Olivi (1991)
log (t_{\min} [yr])	7.00	UV spectrum; minimum likely age	Barbaro & Olivi (1991)
log (t_{\max} [yr])	7.72	UV spectrum; maximum likely age	Barbaro & Olivi (1991)
age	9×10^6 yr	blue-violet broad-band colours and spectra	Santos, Jr., et al. (1995)
log(age [yr])	7.01	UV colours	Cassatella et al. (1996)
	7.34	following Meurer et al.'s (1990) calibration; <i>Claimed incorrect!</i>	Cassatella et al. (1996)

5. Spectral features

- Cohen et al. (1984)	1330 - 3200 Å	
- Cassatella et al. (1987)	1200 - 3200 Å	(figure)
- Bica et al. (1990)	5650 - 9250 Å	(figure)
- Santos, Jr., et al. (1995)	3600 - 5800 Å	

Cluster Structure

1. Parameters				
R_{hl}	1.8	pc	$(m-M) = 18.5$; half-light radius	Santiago et al. (2001)
R_{core}	1.39	pc	$(m-M) = 18.59$	de Grijs et al. (2002a)
Ellipticity	0.17 ± 0.05		Position angle = $(77 \pm (10-20))^\circ$	Frenk & Fall (1982)

<http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1805.html>

Fig. A.2: <http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1805.html> - parte 2

LMC Clusters Database: NGC 1805

2. Surface Brightness / Density Profiles		
- Chrysovergis et al. (1989)	photographic optical star count data	(table; figure)
- Santiago et al. (2001)	HST surface density and surface brightness profiles	(figure)

Cluster Dynamics

Mass	6×10^3	M_{Sun}	Johnson et al. (2001)
	$(2.8^{+3.0}_{-0.8}) \times 10^3$	M_{Sun}	de Grijs et al. (2002b)
$\log M_{\text{tot}} / M_{\text{Sun}}$	$3.45^{+0.31}_{-0.15}$		de Grijs et al. (2002b)

References quoting NGC 1805

- Barbaro G., Olivi F.M., 1991, AJ, 101, 922
- Barbero J., Brocato E., Cassatella A., Castellani V., Gever E.H., 1990, ApJ, 351, 98
- Bica E., Alloin D., Santos Jr. J.F.C., 1990, A&A, 235, 103
- Bica E., Claría J.J., Dottori H., Santos Jr. J.F.C., Piatti A., 1996, ApJS, 102, 57
- Cassatella A., Barbero J., Brocato E., Castellani V., Gever E.H., 1996, A&A, 306, 125
- Cassatella A., Barbero J., Gever E.H., 1987, ApJS, 64, 83
- Castro R., Santiago B.X., Gilmore G.F., Beaulieu S., Johnson R.A., 2001, MNRAS, 326, 333
- Chrysovergis M., Kontizas M., Kontizas E., 1989, A&AS, 77, 357
- Cohen J.G., Rich R.M., Persson S.E., 1984, ApJ, 285, 595
- de Grijs R., Johnson R.A., Gilmore G.F., Frayn C.M., 2002a, MNRAS, in press (astro-ph/0111311)
- de Grijs R., Gilmore G.F., Johnson R.A., Mackey A.D., 2002b, MNRAS, in press (astro-ph/0111312)
- Elson R.A.W., Fall S.M., 1985, ApJ, 299, 211
- Elson R.A.W., Tanvir N.R., Gilmore G.F., Johnson R.A., Beaulieu S., 1999, in: New Views of the Magellanic Clouds, IAU Symp. 190, Chu Y.-H., Suntzeff N.B., Hesser J.E., Bohlender D.A., eds., ASP: San Francisco, p. 417
- Frenk C.S., Fall S.M., 1982, MNRAS, 199, 565
- Girardi L., Bertelli G., 1998, MNRAS, 300, 533
- Girardi L., Bica E., 1993, A&A, 274, 279
- Johnson R.A., Beaulieu S.F., Gilmore G.F., Hurlev J., Santiago B.X., Tanvir N.R., Elson R.A.W., 2001, MNRAS, 324, 367
- Meurer G.R., Cacciari C., Freeman K.C., 1990, AJ, 99, 1124
- Meylan G., Djorgovski S., 1987, ApJ, 322, L91
- Persson S.E., Aaronson M., Cohen J.G., Frogel J.A., Matthews K., 1983, ApJ, 266, 105
- Santiago B.X., Beaulieu S., Johnson R., Gilmore G.F., 2001, A&A, 369, 74; figures
- Santos Jr. J.F.C., Bica E., Claría J.J., Piatti A.E., Girardi L.A., Dottori H., 1995, MNRAS, 276, 1155
- Searle L., Wilkinson A., Bagnuolo B.G., 1980, ApJ, 239, 803
- van den Bergh S., 1981, A&AS, 46, 79

Last updated: 20 December 2001, [Richard de Grijs](#)

<http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1805.html>

Fig. A.3: <http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1805.html> - parte 3

Apêndice B

LMC Cluster Database: NGC 1818

Página web criada por Richard de Grijs e localizada em

<http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1818.html>

e acessada em 8 de junho de 2004.

LMC Clusters Database: NGC 1818



LMC
Data

Quick links:	Cluster Structure	Cluster Dynamics	References	SIMBAD
--------------	-----------------------------------	----------------------------------	----------------------------	------------------------

NGC 1818 / SL 201

SWB class	I	Searle et al. (1980)
-----------	---	--------------------------------------

Cluster Photometry and Spectroscopy

1. Global Cluster Photometry

V	9.70	mag	(no extinction correction)	van den Bergh (1981)
V_i	9.85	mag		Geyer et al. (1979)
M_V	-8.8	mag	$(m-M)_0 = 18.5$	van den Bergh (1981)
$U-B$	-0.47	mag	(no extinction correction)	van den Bergh (1981)
	-0.46	mag		Santos, Jr., et al. (1995)
$(U-B)_0$	-0.51	mag	$E(B-V) = 0.06$	Bica et al. (1990)
$B-V$	0.18	mag	(no extinction correction)	Geyer et al. (1979); van den Bergh (1981); Santos, Jr., et al. (1995)
$(B-V)_0$	0.12	mag	$E(B-V) = 0.06$	Bica et al. (1990)
$\log(L_0 [L_{\text{Sun}} \text{pc}^{-2}])$	3.94		central surface luminosity	Elson et al. (1987)
$\log(L_{\text{tot}} [L_{\text{Sun}}])$	5.84		total luminosity; corrected for $E(B-V) = 0.10$	Elson et al. (1987)
$\mu_V(0)$	17.9	mag arcsec ⁻²	$E(B-V) = 0.03$; $(m-M) = 18.5$; central surface brightness	Santiago et al. (2001)
$(V-K)_0$	1.97	mag	$E(B-V) = 0.10$	Persson et al. (1983)
$(J-K)_0$	0.78	mag	$E(B-V) = 0.10$	Persson et al. (1983)
$(H-K)_0$	0.14	mag	$E(B-V) = 0.10$	Persson et al. (1983)
CO index	0.190		$E(B-V) = 0.10$	Persson et al. (1983)
H ₂ O index	0.065		$E(B-V) = 0.10$	Persson et al. (1983)
$(m-M)_0$	18.58	mag	Assuming a disc model for the distribution of stars in the inner and intermediate regions of the LMC, with the plane of the disc inclined by 45° relative to the sky, its centre at $(m-M)_0 = 18.5$ (Panagia et al. 1991), the line of nodes in the N-S direction and the East side of the disc in the foreground (Westerlund 1990)	Castro et al. (2001)

1.1. Aperture Photometry

[Persson et al. \(1983\)](#)

Aperture (")	K	V-K	J-K	H-K	CO index	H ₂ O index
29	8.20 ± 0.03	2.08	0.84 ± 0.04	0.16 ± 0.04		

<http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1818.html>

Fig. B.1: <http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1818.html> - parte 1

LMC Clusters Database: NGC 1818

56	7.55 ± 0.03	2.32	0.82 ± 0.04	0.16 ± 0.04		
60	7.49 ± 0.03	2.36	0.86 ± 0.04	0.16 ± 0.04	0.185 ± 0.002	0.070 ± 0.002

2. Photometry of Features in the CM diagram

Stellar Photometry (Tables):		
- Cohen et al. (1984)	IUE	
- Barbero et al. (1990)	IUE	
- Meurer et al. (1990)	IUE	
- Elson (1991)	ground-based CCD (<i>V, B-V</i>)	
- Will et al. (1995)	<i>V</i> -band main sequence luminosity and mass functions	
- Keller et al. (2000)	<i>HST</i> F555W, F160BW, F656N	
- Johnson et al. (2001)	<i>HST</i> (<i>V, V-I</i>)	
Colour-Magnitude and/or Hertzsprung-Russell Diagrams:		
- Elson (1991)	ground-based CCD (<i>V, B-V</i>)	All stars
- Will et al. (1995)	ground-based CCD (<i>V, B-V</i>)	All stars and field
- Grebel (1997)	ground-based CCD (<i>V, B-V</i>)	Annuli: $R < 13$ pc; 13 pc $< R < 8$ pc and $R < 4$ pc
- Hunter et al. (1997)	<i>HST</i> : (F555W, F555W-F814W), also including reddening and background-corrected; (F555W, F336W-F555W), also including reddening and background-corrected; (F555W-F814W, F336W-F555W)	All stars
- Elson et al. (1998)	<i>HST</i> (F555W, F555W-F814W); (F555W, F336W-F555W)	All stars, reddening corrected
- Keller et al. (1999)	ground-based CCD (<i>V, V-I</i>) and (<i>V-I, R-Halpha</i>)	
- Keller et al. (2000)	<i>HST</i> (F160BW-F555W, F555W-F656N), (F555W, F160BW-F555W) and ($\log T_{\text{eff}}, \log L$)	All stars
- Johnson et al. (2001)	<i>HST</i> (<i>V, V-I</i>) and (<i>V, V-H</i>)	All stars
- Keller et al. (2001)	<i>HST</i> (V, T_{eff})	All stars
- Santiago et al. (2001)	<i>HST</i> luminosity and mass functions; mass function comparison	

3. Reddening and Metallicity

<i>E(B-V)</i>	0.10 mag		Persson et al. (1983)
	0.07 mag	IUE spectroscopy	Cassatella et al. (1987)
	0.05 mag	integrated IUE colours	Meurer et al. (1990)
	0.1 mag	spectroscopy	Jüttner et al. (1993)
	0.07 mag	isochrone fit to ground-based CMD	Will et al. (1995); Grebel (1997)
	0.05 mag	isochrone fit to <i>HST</i> CMD	Hunter et al. (1997)
	0.03 mag	isochrone fit to <i>HST</i> CMD	Castro et al. (2001)

<http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1818.html>

Fig. B.2: <http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1818.html> - parte 2

LMC Clusters Database: NGC 1818

[Fe/H]	-1.6	dex		Richtler & Nelles (1983); Sagar & Pandey (1989)
	-0.37 ± 0.03	dex	stellar spectra	Jasniewicz & Thévenin (1994)
	-0.9	dex	spectra of 5 red supergiant stars	Meliani et al. (1994)
	-0.37	dex	UV spectra	Bonatto et al. (1995)
	~ -0.8	dex	spectroscopy; $Z = 0.003$	Will et al. (1995)
	-0.74 ± 0.4	dex	IR spectra	Oliva & Origlia (1998)
	~ -0.4	dex	<i>HST</i> CMDs, based on literature values	Johnson et al. (2001)
	~ 0.0	dex	<i>HST</i> CMDs	Johnson et al. (2001)
Star formation efficiency	~ 30	%		Goodwin (1997)

4. Age Estimates

age	$(17 \pm 1) \times 10^6$	yr	CMDs from Woolley (1960) ; Robertson (1974)	Hodge (1982, 1983)
$\log(\text{age [yr]})$	8.0		including convective overshoot	Chiosi et al. (1986, 1988)
	7.2 ± 0.1		CMDs from Hodge (1983) ; see also Elson et al. (1989)	Elson et al. (1987)
	7.41		$(m-M)_0 = 18.6$	Elson & Fall (1988)
age	14×10^6	yr	NIR spectra	Bica et al. (1990)
$\log(\text{age [yr]})$	7.41 ± 0.08		IUE colours; isochrones without convective overshoot; $(m-M)_0 = 18.6$	Meurer et al. (1990)
	7.83		<i>UBV</i> colours	Barbaro & Olivi (1991)
	7.48		based on the HR diagram of Cayrel et al. (1988)	Barbaro & Olivi (1991)
	7.87		UV colours	Barbaro & Olivi (1991)
	7.84		UV spectrum; not very sensitive to young ages	Barbaro & Olivi (1991)
$\log(\tau_{\min} \text{ [yr]})$	7.71		UV spectrum; minimum likely age	Barbaro & Olivi (1991)
$\log(\tau_{\max} \text{ [yr]})$	7.97		UV spectrum; maximum likely age	Barbaro & Olivi (1991)
$\log(\text{age [yr]})$	7.3 ± 0.2			Elson (1991)
age	17×10^6	yr	UV spectra	Bonatto et al. (1995)
	14×10^6	yr	Blue-violet broad-band colours and spectra	Santos, Jr., et al. (1995)
	$20 / 40 \times 10^6$	yr	classical models / models including convective overshoot	Will et al. (1995)
$\log(\text{age [yr]})$	7.29		UV colours	Cassatella et al. (1996)
	7.40		following Meurer et al.'s (1990) calibration; <i>Claimed incorrect!</i>	Cassatella et al. (1996)
	7.41		isochrone fits	Cassatella et al. (1996)

<http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1818.html>

Fig. B.3: <http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1818.html> - parte 3

LMC Clusters Database: NGC 1818

age	$> 30 \times 10^6$ yr	CMD	Grebel (1997)
	20×10^6 yr	<i>HST</i> CMD	Hunter et al. (1997)
	25×10^6 yr	CMD from Grebel (1997)	Fabregat & Torrejón (2000) ; also van Bever & Vanbeveren (1997)

5. Spectral features

- Cohen et al. (1984)	1330 - 3200 Å	
- Cassatella et al. (1987)	1200 - 3200 Å	(figure)
- Bica et al. (1990)	5650 - 9250 Å	
- Santos, Jr., et al. (1995)	3600 - 5800 Å	
- Oliva & Origlia (1998)	1.574 - 1.604 (Si+OH), 1.608 - 1.638 [CO(6,3) band head] and 2.282 - 2.306 [CO(2,0) band head] micron	(figure)

Cluster Structure

2. Parameters			
$\log(r_{\text{core}} ['])$	0.89		Elson et al. (1987)
$\log(r_{\text{h}} ['])$	1.75	half-mass radius	Elson et al. (1987)
$\log(r_{\text{tidal}} ['])$	1.9 - 2.7	depending on <i>M/L</i> variations	Elson et al. (1987)
$r_{\text{core}} (V)$	2.1 ± 0.4 pc	$D_{\text{LMC}} = 55$ Mpc	Elson et al. (1989)
	2.56 pc	$(m-M) = 18.58$	de Grijs et al. (2002a)
$r_{\text{core}} (B)$	9.5 ± 1.3 "	7.9" after seeing correction	Elson (1991)
$r_{\text{core}} (V)$	9.4 ± 1.4 "	7.9" after seeing correction	Elson (1991)
R_{hl}	2.6 pc	$(m-M) = 18.5$; half-light radius	Santiago et al. (2001)
Ellipticity	0.24 ± 0.05	Position angle = $(115 \pm (10-20))^{\circ}$	Frenk & Fall (1982)

2. Surface Brightness / Density Profiles

- Elson et al. (1987)	ground-based CCD star counts (<i>B</i> , <i>V</i>)	(table; figure)
- Chrysovergis et al. (1989)	photographic optical star count data	(table; figure)
- Elson (1991)	ground-based CCD star counts (<i>B</i> , <i>V</i>)	(figure)
- Santiago et al. (2001)	<i>HST</i> surface density and surface brightness profiles	(figure; background corrected)

Cluster Dynamics

$\log(t_{\text{orb}} [\text{yr}])$	8.4		orbital period	Elson et al. (1987)
$\log(t_{\text{cross}}(r_{\text{h}}) [\text{yr}])$	6.2 - 7.0		crossing time at median radius; depending on the <i>M/L</i> ratio	Elson et al. (1987)
$\log(t_{\text{r}}(0) [\text{yr}])$	8.2 - 8.8		central relaxation time; depending on the <i>M/L</i> ratio	Elson et al. (1987)
$\log(t_{\text{rh}} [\text{yr}])$	9.0 - 9.7		reference relaxation time; depending on the <i>M/L</i> ratio	Elson et al. (1987)
σ_0	1.1 - 6.8	km s^{-1}	central velocity dispersion; depending on the <i>M/L</i> ratio	Elson et al. (1987)
$\log(M/L_V [\text{solar units}])$	-1.7 to -0.1			Elson et al. (1987)

<http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1818.html>

Fig. B.4: <http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1818.html> - parte 4

LMC Clusters Database: NGC 1818

$\log(M [M_{\text{Sun}}])$	4.1 - 5.7		depending on the M/L ratio	Elson et al. (1987)
	4.69			Chrysovergis et al. (1989)
Mass	3×10^4	M_{Sun}		Hunter et al. (1997)
	$(2.3^{+1.1}_{-0.3}) \times 10^4$	M_{Sun}		de Grijs et al. (2002b)
$\log M_{\text{tot}} / M_{\text{Sun}}$	$4.35^{+0.18}_{-0.05}$			de Grijs et al. (2002b)
$\log(\rho_0 [M_{\text{Sun}} \text{pc}^{-3}])$	1.6 - 3.2		central mass density; depending on the M/L ratio	Elson et al. (1987)

References quoting NGC 1818

- [Barbaro G., Olivi F.M., 1991, AJ, 101, 922](#)
- [Barbero J., Brocato E., Cassatella A., Castellani V., Geyer E.H., 1990, ApJ, 351, 98](#)
- [Bica E., Alloin D., Santos Jr. J.F.C., 1990, A&A, 235, 103](#)
- [Bica E., Claria J.J., Dottori H., Santos Jr. J.F.C., Piatti A., 1996, ApJS, 102, 57](#)
- [Bonatto C., Bica E., Alloin D., 1995, A&AS, 112, 71](#)
- [Burleigh M.R., Saffer R.A., Gilmore G.F., Napiwotzki R., 1999, MNRAS, 310, L1](#)
- [Caloi V., Cassatella A., 1995, A&A, 295, 63](#)
- [Cassatella A., Barbero J., Brocato E., Castellani V., Geyer E.H., 1996, A&A, 306, 125](#)
- [Cassatella A., Barbero J., Geyer E.H., 1987, ApJS, 64, 83](#)
- [Castro R., Santiago B.X., Gilmore G.F., Beaulieu S., Johnson R.A., 2001, MNRAS, 326, 333](#)
- [Cayrel R., Tarrab I., Richtler T., 1988, Messenger, 54, 29](#)
- [Chiosi C., Bertelli G., Bressan A., 1988, A&A, 196, 84](#)
- [Chiosi C., Bertelli G., Bressan A., Nasi E., 1986, A&A, 165, 84](#)
- [Chrysovergis M., Kontizas M., Kontizas E., 1989, A&AS, 77, 357](#)
- [Cohen J.G., Rich R.M., Persson S.E., 1984, ApJ, 285, 595](#)
- [de Grijs R., Johnson R.A., Gilmore G.F., Frayn C.M., 2002a, MNRAS, in press \(astro-ph/0111311\)](#)
- [de Grijs R., Gilmore G.F., Johnson R.A., Mackey A.D., 2002b, MNRAS, in press \(astro-ph/0111312\)](#)
- [Elson R.A.W., 1991, ApJS, 76, 185](#)
- [Elson R.A.W., Fall S.M., 1985, ApJ, 299, 211](#)
- [Elson R.A.W., Fall S.M., 1988, AJ, 96, 1383](#)
- [Elson R.A.W., Fall S.M., Freeman K.C., 1987, ApJ, 323, 54](#)
- [Elson R.A.W., Freeman K.C., Lauer T.R., 1989, ApJ, 347, L69](#)
- [Elson R.A.W., Sigurdsson S., Davies M.B., Hurley J., Gilmore G.F., 1998, MNRAS, 300, 857](#)
- [Fabregat J., Torrejón J.M., 2000, A&A, 357, 451](#)
- [Fischer P., Prvor C., Murray S., Mateo M., Richtler T., 1998, AJ, 115, 592](#)
- [Frenk C.S., Fall S.M., 1982, MNRAS, 199, 565](#)
- [Geyer E.H., Hopp U., Kiehl M., Witzigmann S., 1979, A&A, 77, 61](#)
- [Girardi L., Bertelli G., 1998, MNRAS, 300, 533](#)
- [Goodwin S.P., 1997, MNRAS, 286, 669](#)
- [Grebel E.K., 1997, A&A, 317, 448](#)
- [Grebel E.K., Roberts W.J., Brandner W., 1996, A&A, 311, 470](#)
- [Hodge P.W., 1982, ApJ, 256, 447](#)

<http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1818.html>

Fig. B.5: <http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1818.html> - parte 5

LMC Clusters Database: NGC 1818

- Hodge P.W., 1983, ApJ, 264, 470
- Hunter D.A., Light R.M., Holtzman J.A., Lynds R., O'Neil Jr. E.J., Grillmair C.J., 1997, ApJ, 478, 124
- Jasniewicz G., Thévenin F., 1994, A&A, 282, 717
- Johnson R.A., Beaulieu S.F., Gilmore G.F., Hurley J., Santiago B.X., Tanvir N.R., Elson R.A.W., 2001, MNRAS, 324, 367
- Keller S.C., 1999, AJ, 118, 889
- Jüttner A., Stahl O., Wolf B., Baschek B., 1993, in Baschek B., Klare G., Lequeux J., eds., New Aspects of Magellanic Cloud Research, Springer, Heidelberg, p. 337
- Keller S.C., Bessell M.S., da Costa G.S., 2000, AJ, 119, 1748
- Keller S.C., da Costa G.S., Bessell M.S., 2001, AJ, 121, 905
- Keller S.C., Wood P.R., Bessell M.S., 1999, A&AS, 134, 489
- Kontizas E., Kontizas M., Xiradaki E., 1987, A&AS, 71, 575
- Liebert J., 1999, ApJ, 514, L25
- Meliani M.T., Barbuy B., Richtler T., 1994, A&A, 290, 753
- Meurer G.R., Cacciari C., Freeman K.C., 1990, AJ, 99, 1124
- Oliva E., Origlia L., 1998, A&A, 332, 46
- Origlia L., Goldader J.D., Leitherer C., Schaerer D., Oliva E., 1999, ApJ, 514, 96
- Persson S.E., Aaronson M., Cohen J.G., Frogel J.A., Matthews K., 1983, ApJ, 266, 105
- Pigulski A., Kopacki G., 2000, A&AS, 146, 465
- Richtler T., Nelles B., 1983, A&A, 119, 75
- Richtler T., Spite M., Spite F., 1989, A&A, 225, 351
- Robertson J.W., 1974, A&AS, 15, 261
- Sagar R., Pandey A.K., 1989, A&AS, 79, 407
- Santiago B.X., Beaulieu S., Johnson R., Gilmore G.F., 2001, A&A, 369, 74; figures
- Santos Jr. J.F.C., Bica E., Claría J.J., Piatti A.E., Girardi L.A., Dottori H., 1995, MNRAS, 276, 1155
- Searle L., Wilkinson A., Bagnuolo B.G., 1980, ApJ, 239, 803
- Testa V., Ferraro F.R., Chieffi A., Straniero O., Limongi M., Fusi Pecci F., 1999, AJ, 118, 2839
- van Bever J., Vanbeveren D., 1997, A&A, 322, 116
- van den Bergh S., 1981, A&AS, 46, 79
- van den Bergh S., 1999, PASP, 111, 1248
- Will J.-M., Bomans D.J., de Boer K.S., 1995, A&A, 295, 54
- Will J.-M., Bomans D.J., Tucholke H.-J., de Boer K.S., Grebel E.K., Richtler T., Seggewiss W., Vallenari A., 1995, A&AS, 112, 367
- Woolley R. v.d. R., 1960, MNRAS, 120, 214

Last updated: 20 December 2001, Richard de Grijs

<http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1818.html>

Fig. B.6: <http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1818.html> - parte 6

Apêndice C

LMC Cluster Database: NGC 1831

Página web criada por Richard de Grijs e localizada em

<http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1831.html>

e acessada em 8 de junho de 2004.

LMC Clusters Database: NGC 1831



LMC
Data

Quick links:	Cluster Structure	Cluster Dynamics	References	SIMBAD
--------------	-----------------------------------	----------------------------------	----------------------------	------------------------

NGC 1831 / SL 227 / LW 133

SWB class	V	Searle et al. (1980)
	IV A	Bonatto et al. (1995); Bica et al. (1996)

Cluster Photometry and Spectroscopy

1. Global Cluster Photometry

V	11.18 mag	(no extinction correction)	van den Bergh (1981)
	10.59 mag	(no extinction correction)	Mateo (1987)
U-B	0.13 mag	(no extinction correction)	van den Bergh (1981)
(U-B) ₀	0.09 mag	E(B-V) = 0.06	Bica et al. (1996)
B-V	0.34 mag	(no extinction correction)	van den Bergh (1981)
	0.35 mag	(no extinction correction)	Mateo (1987, 1988)
(B-V) ₀	0.28 mag	E(B-V) = 0.06	Bica et al. (1990)
V-R	0.26 mag	(no extinction correction)	Mateo (1987, 1988)
log(L ₀ [L _{Sun} pc ⁻²])	3.03	central surface luminosity	Elson et al. (1987)
log(L _{tot} [L _{Sun}])	5.38	total luminosity; corrected for E(B-V) = 0.10	Elson et al. (1987)
mu _V (0)	18.8 mag arcsec ⁻²	E(B-V) = 0.05; (m-M) = 18.5; central surface brightness	Santiago et al. (2001)
(V-K) ₀	1.40 mag	E(B-V) = 0.10	Persson et al. (1983)
(J-K) ₀	0.48 ± 0.10 mag	E(B-V) = 0.10	Persson et al. (1983)
(H-K) ₀	0.18 ± 0.13 mag	E(B-V) = 0.10	Persson et al. (1983)
CO index	0.005 ± 0.004	E(B-V) = 0.10	Persson et al. (1983)
H ₂ O index	0.025 ± 0.004	E(B-V) = 0.10	Persson et al. (1983)
(m-M) ₀	18.17 mag	E(B-V) = 0.04; from isochrone fits	Mateo (1987, 1988)
	18.6 mag	E(B-V) = 0.04	Chiosi (1989)
	18.5 mag	E(B-V) = 0.05	Vallenari et al. (1992)
	18.58 mag	Assuming a disc model for the distribution of stars in the inner and intermediate regions of the LMC, with the plane of the disc inclined by 45° relative to the sky, its centre at (m-M) ₀ = 18.5 (Panagia et al. 1991), the line of nodes in the N-S direction and	Castro et al. (2001)

<http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1831.html>

Fig. C.1: <http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1831.html> - parte 1

LMC Clusters Database: NGC 1831

	the East side of the disc in the foreground (Westerlund 1990)
--	---

1.1. Aperture Photometry

Persson et al. (1983)

Aperture (")	<i>K</i>	<i>V-K</i>	<i>J-K</i>	<i>H-K</i>	<i>CO index</i>	<i>H₂O index</i>
30	10.71 ± 0.15	1.37	0.44 ± 0.05	0.07 ± 0.05	0.000 ± 0.004	0.030 ± 0.004
59	9.21 ± 0.03	1.99	0.65 ± 0.04	0.33 ± 0.04		

2. Photometry of Features in the CM diagram

$M_{V,TAMS}$	0. mag	E(<i>B-V</i>) = 0.10; main sequence termination magnitude; based on CMD of Hodge (1981)	Chiosi et al. (1986)
	-0.32 mag	E(<i>B-V</i>) = 0.10; main sequence termination magnitude	Chiosi (1989)
V_{TO}	18.3 mag	main sequence turn-off magnitude	Corsi et al. (1994), Brocato et al. (2001)
	19.3 mag	main sequence turn-off magnitude; based on field-subtracted CMD of Hodge (1984)	Corsi et al. (1994)
V_{TAMS}	18.2 mag	main sequence termination magnitude; CMD of Vallenari et al. (1992)	Girardi et al. (1995)
$(B-V)_{TO}$	0.10 mag	at main sequence turn-off	Corsi et al. (1994)
	0.00 mag	at main sequence turn-off; based on field-subtracted CMD of Hodge (1984)	Corsi et al. (1994)
	0.2; mag	at main sequence turn-off	Brocato et al. (2001)
$(B-V)_{TAMS}$	0.05 mag	at main sequence termination; CMD of Vallenari et al. (1992)	Girardi et al. (1995)
$\langle V_{cl} \rangle$	18.5 mag	location of the red clump	Corsi et al. (1994)
	18.2 mag	location of the red clump; based on field-subtracted CMD of Hodge (1984)	Corsi et al. (1994)
	18.45 mag	location of the red clump	Brocato et al. (2001)
$\langle (B-V)_{cl} \rangle$	0.90 mag	location of the red clump	Corsi et al. (1994), Brocato et al. (2001)
	0.80 mag	location of the red clump; based on field-subtracted CMD of Hodge (1984)	Corsi et al. (1994)
$M_{V,cl,m}$	0.28 mag	lower envelope of the red clump	Chiosi (1989)
$(B-V)_{cl,m}$	0.95 mag	lower envelope of the red clump	Corsi et al. (1994)
$V_{cl,ext}$	18.2 - 19.0 mag	extent of the red clump	Corsi et al. (1994)
	18.0 - 18.5 mag	extent of the red clump; based on field-subtracted CMD of Hodge (1984)	Corsi et al. (1994)
$(B-V)_{cl,ext}$	0.65 - 1.00 mag	extent of the red clump	Corsi et al. (1994)

<http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1831.html>

Fig. C.2: <http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1831.html> - parte 2

LMC Clusters Database: NGC 1831

	0.70 - 0.90	mag	extent of the red clump; based on field-subtracted CMD of Hodge (1984)	Corsi et al. (1994)
V_{RGf}	18.4	mag	faintest limit of the red giant stars; CMDs from Vallenari et al. (1992)	Girardi et al. (1995)
V_{RGr}	16.5	mag	brightest limit of the red giant stars; CMDs from Vallenari et al. (1992)	Girardi et al. (1995)
<i>Stellar Photometry (Tables):</i>				
- Hodge (1984)	photographic $V, B-V$			
- Mateo (1988)	main sequence luminosity and mass functions			
- Meurer et al. (1990)	IUE			
- Cowley & Hartwick (1992)	IUE			
- Vallenari et al. (1992)	ground-based CCD $V, B-V$ (also field)			
- Ferraro et al. (1995)	ground-based NIR arrays			
<i>Colour-Magnitude and/or Hertzsprung-Russell Diagrams:</i>				
- Hodge (1984)	photographic ($V, B-V$)		Annulus, field-subtracted and comparisons with models: 1 and 2	
- Chiosi (1989)	ground-based CCD ($V, B-V$)		$100 < R < 250$ pixels	
- Vallenari et al. (1992)	ground-based CCD ($V, B-V$)		$100 < R < 250$ pixels, and corrected for selection effects	
- Corsi et al. (1994)	ground-based CCD ($V, B-V$)		All stars and various annuli; comparison with Vallenari et al.'s (1992) CMDs	
- Ferraro et al. (1995)	ground-based near-infrared array, ($K, J-K$)		All stars	
- Santiago et al. (2001)	<i>HST</i> luminosity functions			
- Brocato et al. (2001)	<i>HST</i> ($V, B-V$)		All stars, and for $R < R_{core}$ only	

3. Reddening and Metallicity

$E(B-V)$	0.10	mag		Persson et al. (1983)
	0.07	mag		Bica et al. (1986)
	0.04	mag	isochrone fits	Mateo (1987, 1988)
	0.07	mag	integrated IUE colours	Meurer et al. (1990)
	0.04	mag		Westerlund (1990)
	0.07	mag	integrated IUE colours	Cowley & Hartwick (1992)
	0.05	mag	$A_V = 0.155$	Vallenari et al. (1992)
	0.0	mag	isochrone fit to <i>HST</i> CMD	Castro et al. (2001)
[Fe/H]	-1.2	dex		Cohen (1982)
	-1.0	dex	CMD fits	Hodge (1984)
	-1.0 ± 0.5	dex		Bica & Alloin (1986)

<http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1831.html>

Fig. C.3: <http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1831.html> - parte 3

LMC Clusters Database: NGC 1831

-0.1	dex	isochrone fits	Mateo (1987)
-0.1	dex		Olszewski et al. (1988)
-0.6	dex	isochrone fits; $Z = 0.004$	Chiosi (1989)
0.01	dex	spectroscopy	Olszewski et al. (1991)
-0.33	dex	mean of various independent estimates; $Z = 0.008$	Vallenari et al. (1992)
-0.35	dex	UV spectroscopy	Bonatto et al. (1995)

4. Age Estimates

age	$< 25 \times 10^8$ yr	NIR; luminosity of the tip of the AGB	Aaronson & Mould (1982)
	$< 40 \times 10^8$ yr	NIR; luminosity of the tip of the AGB	Mould & Aaronson (1982)
	$(1.9 \pm 0.3) \times 10^8$ yr	based on CMD from Hodge (1981)	Hodge (1982, 1983)
	3.0×10^8 yr	CMD; limits between $(2.2 \pm 0.5) \times 10^8$ and $(3.3 \pm 0.5) \times 10^8$ yr	Hodge (1984)
	$(3.0 \pm 1.0) \times 10^8$ yr		Bica & Alloin (1986)
log(age [yr])	8.80 / 8.27	using models with or without convective overshoot; based on the CMD of Hodge (1981)	Chiosi et al. (1986)
	9.4	from the location of the red clump in the CMD	Chiosi et al. (1986)
	8.8	from fitting the main sequence turn-off	Chiosi et al. (1986)
	$8.3 (8.5) \pm 0.1$	CMDs from Hodge (1983) ; see also Elson et al. (1989)	Elson et al. (1987)
age	$5 / 7 \times 10^8$ yr	classical models / models with convective overshoot (isochrone fits)	Mateo (1987, 1988)
log(age [yr])	8.46 ± 0.2	$(m-M)_0 = 18.6$	Elson & Fall (1988)
age	$8 / 10.4 \times 10^8$ yr	isochrone fits; without / with 30% binaries	Chiosi (1989)
	3×10^8 yr		Arimoto & Bica (1989)
	1.86×10^8 yr	NIR spectra	Bica et al. (1990)
log(age [yr])	8.41 ± 0.13	mean of Mateo (1988) and Elson & Fall (1988)	Meurer et al. (1990)
	8.7	spectroscopy	Olszewski et al. (1991)
age	$3.5 / 5.5 \times 10^8$ yr	from classical models / from models with convective overshoot	Vallenari et al. (1992)
	2.4×10^8 yr	using Elson & Fall's (1988) calibration	Corsi et al. (1994)
	4×10^8 yr	UV spectra	Bonatto et al. (1995)
log(age [yr])	$8.61 / 8.59 / 8.23$	from M_V of the main sequence termination / location of the core helium-burning stars (uniquely determines ages up to $\log(\text{age}) =$	Girardi et al. (1995)

<http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1831.html>

Fig. C.4: <http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1831.html> - parte 4

LMC Clusters Database: NGC 1831

	8.50; useful up to $\log(\text{age}) = 8.90$ / location of the AGB. Adopted mean $\log(\text{age}) = 8.60$, assuming $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.01$
--	---

5. Spectral features

- Hodge (1984)	3500 - 5500 Å	(figure)
- Bica & Alloin (1987)	6300 - 9700 Å	
- Arimoto & Bica (1989)	3700 - 9700 Å	(figure)
- Bica et al. (1994)	3200 - 4200 Å	(figure)

Cluster Structure

1. Parameters				
$\log(r_{\text{core}} ['])$	1.27			Elson et al. (1987)
$\log(r_{\text{h}} ['])$	1.65		half-mass radius	Elson et al. (1987)
$\log(r_{\text{tidal}} ['])$	2.3 - 2.8		depending on M/L variations	Elson et al. (1987)
r_{core}	29.7	"		Chiosi (1989)
	5.4	pc		Chrysovergis et al. (1989)
r_{tidal}	148.7	"		Chiosi (1989)
	54	pc	187"	Chrysovergis et al. (1989)
$r_{\text{core}} (V)$	3.8 ± 0.2	pc	$D_{\text{LMC}} = 55$ Mpc	Elson et al. (1989)
r_{core}	11.8	"		Westerlund (1990)
$r_{\text{core}} (B)$	13.4	"	after seeing correction	Elson (1991)
$r_{\text{core}} (V)$	14.2	"	after seeing correction; Mateo (1989, priv. comm, referenced in this paper) also finds 14.2"	Elson (1991)
	17.5	"		Brocato et al. (2001)
R_{hl}	3.6	pc	$(m-M) = 18.5$; half-light radius	Santiago et al. (2001)
Ellipticity	0.17 ± 0.05		Position angle = $(171 \pm (10-20))^{\circ}$	Frenk & Fall (1982)

2. Surface Brightness / Density Profiles		
- Elson et al. (1987)	ground-based CCD star counts (B, V)	(table; figure)
- Chrysovergis et al. (1989)	photographic optical star count data	(table; figure)
- Elson (1991)	ground-based CCD star counts (B, V)	(figure)
- Vallenari et al. (1992)	ground-based CCD star counts (B)	(figure)
- Santiago et al. (2001)	<i>HST</i> surface density and surface brightness profiles	(figure; background corrected)

Cluster Dynamics

$\log(t_{\text{orb}} [\text{yr}])$	8.6	orbital period	Elson et al. (1987)
$\log(t_{\text{cross}}(r_{\text{h}}) [\text{yr}])$	6.5 - 7.0	crossing time at median radius; depending on the M/L ratio	Elson et al. (1987)

<http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1831.html>

Fig. C.5: <http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1831.html> - parte 5

LMC Clusters Database: NGC 1831

$\log(t_r(0) \text{ [yr]})$	9.1 - 9.5		central relaxation time; depending on the M/L ratio	Elson et al. (1987)
$\log(t_{rh} \text{ [yr]})$	9.6 - 10.0		reference relaxation time; depending on the M/L ratio	Elson et al. (1987)
σ_0	1.9 - 6.0	km s^{-1}	central velocity dispersion; depending on the M/L ratio	Elson et al. (1987)
$\log(M/L_V \text{ [solar units]})$	-0.7 to +0.3			Elson et al. (1987)
$\log(M \text{ [M}_{\text{Sun}}])$	4.7 - 5.7		depending on the M/L ratio	Elson et al. (1987)
Mass	0.4×10^5	M_{Sun}		Chrysovergis et al. (1989)
$\log(\rho_0 \text{ [M}_{\text{Sun}} \text{ pc}^{-3}])$	1.3 - 2.3		central mass density; depending on the M/L ratio	Elson et al. (1987)
v_{rad}	253 ± 13	km s^{-1}		Freeman et al. (1983)
	280	km s^{-1}		Olszewski et al. (1991)

References quoting NGC 1831

- Aaronson M., Mould J.R., 1982, ApJS, 48, 161
- Arimoto N., Bica E., 1989, A&A, 222, 89
- Bica E., Alloin D., 1986, A&A, 162, 21
- Bica E., Alloin D., 1987, A&A, 186, 49
- Bica E., Alloin D., Santos Jr. J.F.C., 1990, A&A, 235, 103
- Bica E., Alloin D., Schmitt H.R., 1994, A&A, 283, 805
- Bica E., Claría J.J., Dottori H., Santos Jr. J.F.C., Piatti A., 1996, ApJS, 102, 57
- Bica E., Dottori H., Pastoriza M., 1986, A&A, 156, 261
- Bomans D.J., Vallenari A., de Boer K.S., 1995, A&A, 298, 427
- Bonatto C., Bica E., Alloin D., 1995, A&AS, 112, 71
- Brocato E., Di Carlo E., Menna G., 2001, A&A, 374, 523
- Castro R., Santiago B.X., Gilmore G.F., Beaulieu S., Johnson R.A., 2001, MNRAS, 326, 333
- Chiosi C., 1989, RMxAA, 18, 125
- Chiosi C., Bertelli G., Bressan A., 1992, ARA&A, 30, 235
- Chiosi C., Bertelli G., Bressan A., 1988, A&A, 196, 84
- Chiosi C., Bertelli G., Bressan A., Nasi E., 1986, A&A, 165, 84
- Chiosi C., Vallenari A., Bressan A., Deng L., Ortolani S., 1995, A&A, 293, 710
- Chrysovergis M., Kontizas M., Kontizas E., 1989, A&AS, 77, 357
- Cohen J.G., 1982, ApJ, 258, 143
- Corsi C.E., Buonanno R., Fusi Pecci F., Ferraro F.R., Testa V., Greggio L., 1994, MNRAS, 271, 385
- Cowley A.P., Hartwick F.D.A., 1992, PASP, 104, 1216
- de Oliveira M.R., Bica E., Dottori H., 2000, MNRAS, 311, 589
- Elson R.A.W., 1991, ApJS, 76, 185
- Elson R.A.W., Fall S.M., 1985, ApJ, 299, 211
- Elson R.A.W., Fall S.M., 1988, AJ, 96, 1383
- Elson R.A.W., Fall S.M., Freeman K.C., 1987, ApJ, 323, 54
- Elson R.A.W., Fall S.M., Freeman K.C., 1989, ApJ, 336, 734
- Elson R.A.W., Freeman K.C., Lauer T.R., 1989, ApJ, 347, L69

<http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1831.html>

Fig. C.6: <http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1831.html> - parte 6

LMC Clusters Database: NGC 1831

- Ferraro F.R., Fusi Pecci F., Testa V., Greggio L., Corsi C.E., Buonanno R., Terndrup D.M., Zinnecker H., 1995, MNRAS, 272, 391
- Freeman K.C., Illingworth G., Oemler Jr. A., 1983, ApJ, 272, 488
- Frenk C.S., Fall S.M., 1982, MNRAS, 199, 565
- Geisler D., Bica E., Dottori H., Clariá J.J., Piatti A.E., Santos Jr. J.F.C., 1997, AJ, 114, 1920
- Girardi L., Bertelli G., 1998, MNRAS, 300, 533
- Girardi L., Chiosi C., Bertelli G., Bressan A., 1995, A&A, 298, 87
- Goodwin S.P., 1997, MNRAS, 286, 669
- Hodge P.W., 1963, ApJ, 137, 1033
- Hodge P.W., 1981, in: Astrophysical Parameters for Globular Clusters, IAU Colloquium 68, Philip A.G.D., Hayes D.S., eds., L. Davis Press Inc., New York, p. 245
- Hodge P.W., 1982, ApJ, 256, 447
- Hodge P.W., 1983, ApJ, 264, 470
- Hodge P.W., 1984, PASP, 96, 947
- Kontizas E., Kontizas M., Xiradaki E., 1987, A&AS, 71, 575
- Mateo M., 1987, ApJ, 323, L41
- Mateo M., 1988, ApJ, 331, 261
- Meurer G.R., Cacciari C., Freeman K.C., 1990, AJ, 99, 1124
- Mould J.R., Aaronson M., 1982, ApJ, 263, 629
- Olszewski E.W., Harris H.C., Schommer R.A., Canterna R.W., 1988, AJ, 95, 84
- Olszewski E.W., Schommer R.A., Suntzeff N.B., Harris H.C., 1991, AJ, 101, 515
- Olszewski E.W., Suntzeff N.B., Mateo M., 1996, ARA&A, 34, 511
- Persson S.E., Aaronson M., Cohen J.G., Frogel J.A., Matthews K., 1983, ApJ, 266, 105
- Searle L., Wilkinson A., Bagnuolo B.G., 1980, ApJ, 239, 803
- Santiago B.X., Beaulieu S., Johnson R., Gilmore G.F., 2001, A&A, 369, 74; figures
- Vallenari A., Chiosi C., Bertelli G., Meylan G., Ortolani S., 1992, AJ, 104, 1100
- van den Bergh S., 1981, A&AS, 46, 79
- Westerlund B.E., 1990, A&AR, 2, 29
- Westerlund B.E., Linde P., Lyngå G., 1995, A&A, 298, 39

Last updated: 20 December 2001, *Richard de Grijs*

<http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1831.html>

Fig. C.7: <http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1831.html> - parte 7

Apêndice D

LMC Cluster Database: NGC 1868

Página web criada por Richard de Grijs e localizada em

<http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1868.html>

e acessada em 8 de junho de 2004.

LMC Clusters Database: NGC 1868



LMC
Datab

Quick links:	Cluster Structure	Cluster Dynamics	References	SIMBAD
--------------	-----------------------------------	----------------------------------	----------------------------	------------------------

NGC 1868 / SL 330 / LW 169 / ESO 085-SC56

SWB class	IV A	Bica et al. (1991)
-----------	------	------------------------------------

Cluster Photometry and Spectroscopy

1. Global Cluster Photometry

V	11.56	mag	(no extinction correction)	van den Bergh (1981)
$U-B$	0.15	mag	(no extinction correction)	van den Bergh (1981)
$(U-B)_0$	0.11	mag	$E(B-V) = 0.06$	Bica et al. (1990)
$B-V$	0.45	mag	(no extinction correction)	van den Bergh (1981)
$(B-V)_0$	0.39	mag	$E(B-V) = 0.06$	Bica et al. (1990)
$\mu_V(0)$	19.0	mag arcsec ⁻²	$E(B-V) = 0.02$; $(m-M) = 18.5$; central surface brightness	Santiago et al. (2001)
K	10.92	mag	(no extinction correction)	Aaronson & Mould (1985)
$(V-K)_0$	1.63	mag	$E(B-V) = 0.07$	Persson et al. (1983)
$J-K$	1.10	mag	(no extinction correction)	Aaronson & Mould (1985)
$(J-K)_0$	0.69	mag	$E(B-V) = 0.07$	Persson et al. (1983)
$H-K$	0.24	mag	(no extinction correction)	Aaronson & Mould (1985)
$(H-K)_0$	0.15	mag	$E(B-V) = 0.07$	Persson et al. (1983)
m_{bol}	13.85	mag	(no extinction correction)	Aaronson & Mould (1985)
M_{bol}	-4.85	mag	(no extinction correction)	Aaronson & Mould (1985)
CO index	0.180		$E(B-V) = 0.07$	Persson et al. (1983)
H ₂ O index	0.100		$E(B-V) = 0.07$	Persson et al. (1983)
$\log(T_{eff} [K])$	3.541			Aaronson & Mould (1985)
$(m-M)_0$	18.55	mag	Assuming a disc model for the distribution of stars in the inner and intermediate regions of the LMC, with the plane of the disc inclined by 45° relative to the sky, its centre at $(m-M)_0 = 18.5$ (Panagia et al. 1991), the line of nodes in the N-S direction and the East side of the disc in the foreground (Westerlund 1990)	Castro et al. (2001)

1.1. Aperture Photometry

[Persson et al. \(1983\)](#)

<http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1868.html>

Fig. D.1: <http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1868.html> - parte 1

LMC Clusters Database: NGC 1868

Aperture (")	K	V-K	J-K	H-K	CO index	H ₂ O index
24	9.97 ± 0.03		0.76 ± 0.05	0.19 ± 0.04	0.180 ± 0.002	0.105 ± 0.002
64	9.73 ± 0.04	1.82	0.69 ± 0.05	0.13 ± 0.04		

2. Photometry of Features in the CM diagram

$M_{V,TAMS}$	0.40	mag	E(B-V) = 0.07; main sequence termination magnitude; based on CMD of Flower et al. (1980)	Chiosi et al. (1986)
V_{TO}	19.3	mag	main sequence turn-off magnitude	Corsi et al. (1994)
	19.3	mag	main sequence turn-off magnitude; based on CMD of Flower et al. (1980)	Corsi et al. (1994)
	19.2	mag	main sequence turn-off magnitude	Brocato et al. (2001)
V_{TAMS}	19.3	mag	main sequence termination magnitude; CMD of Corsi et al. (1994)	Girardi et al. (1995)
$(B-V)_{TO}$	0.15	mag	at main sequence turn-off	Corsi et al. (1994)
	0.10	mag	at main sequence turn-off; based on CMD of Flower et al. (1980)	Corsi et al. (1994)
	0.2	mag	at main sequence turn-off	Brocato et al. (2001)
$(B-V)_{TAMS}$	0.15	mag	at main sequence termination; CMD of Corsi et al. (1994)	Girardi et al. (1995)
$M_{V,cl}$	0.27	mag	red clump magnitude	Chiosi et al. (1986)
$\log(L/L_{Sun})$	1.80		red clump; based on CMD of Flower et al. (1980)	Chiosi et al. (1986)
B.C.	0.		red clump; based on CMD of Flower et al. (1980)	Chiosi et al. (1986)
$\langle V_{cl} \rangle$	19.3	mag	location of the red clump	Corsi et al. (1994)
	19.5	mag	location of the red clump; based on CMD of Flower et al. (1980)	Corsi et al. (1994)
	19.0	mag	location of the red clump	Brocato et al. (2001)
$(B-V)_{0,cl}$	0.70	mag	red clump magnitude	Chiosi et al. (1986)
$\langle (B-V)_{cl} \rangle$	0.75	mag	location of the red clump	Corsi et al. (1994), Brocato et al. (2001)
	0.70	mag	location of the red clump; based on CMD of Flower et al. (1980)	Corsi et al. (1994)
$V_{cl,m}$	19.7	mag	lower envelope of the red clump	Corsi et al. (1994)
$(B-V)_{cl,m}$	0.85	mag	lower envelope of the red clump	Corsi et al. (1994)
$V_{cl,ext}$	18.8 - 19.7	mag	extent of the red clump	Corsi et al. (1994)
	18.7 - 20.0	mag	extent of the red clump; based on CMD of Flower et al. (1980)	Corsi et al. (1994)
$(B-V)_{cl,ext}$	0.65 - 0.85	mag	extent of the red clump	Corsi et al. (1994)

<http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1868.html>

Fig. D.2: <http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1868.html> - parte 2

LMC Clusters Database: NGC 1868

	0.60 - 0.80	mag	extent of the red clump; based on CMD of Flower et al. (1980)	Corsi et al. (1994)
V_{RGf}	19.3	mag	faintest limit of the red giant stars; CMD from Corsi et al. (1994)	Girardi et al. (1995)
V_{RGb}	16.8	mag	brightest limit of the red giant stars; CMD from Corsi et al. (1994)	Girardi et al. (1995)
$\log(T_{\text{eff}} [\text{K}])_{\text{cl}}$	3.750		red clump; CMD from Flower et al. (1980)	Chiosi et al. (1986)
<i>Stellar Photometry (Tables):</i>				
- Flower et al. (1980)	photographic $V, B-V$			
- Meurer et al. (1990)	IUE			
- Ferraro et al. (1995)	ground-based NIR arrays			
<i>Colour-Magnitude and/or Hertzsprung-Russell Diagrams:</i>				
- Flower et al. (1980)	photographic ($V, B-V$)		<u>All stars and field-subtracted</u>	
- Flower et al. (1980)	photographic V-band main sequence luminosity functions			
- Flower (1984)	HR diagram based on CMDs from the literature			
- Corsi et al. (1994)	ground-based CCD ($V, B-V$)		All stars and various annuli	
- Ferraro et al. (1995)	ground-based near-infrared array, ($K, J-K$)		All stars	
- Elson et al. (1999)	<i>HST</i> luminosity functions (STIS): 1, 2			
- Santiago et al. (2001)	<i>HST</i> luminosity functions			
- Brocato et al. (2001)	<i>HST</i> ($V, B-V$)		All stars, and for $R < R_{\text{core}}$ only	

3. Reddening and Metallicity

$E(B-V)$	0.07	mag		Persson et al. (1983)
	0.07	mag	integrated IUE colours	Meurer et al. (1990)
	0.02	mag	isochrone fit to <i>HST</i> CMD	Castro et al. (2001)
Z	0.001		CMD fit for age = 7×10^8 yr, and turn-off mass of $2.0 M_{\text{Sun}}$	Flower et al. (1980)
[Fe/H]	-1.2	dex		Hodge (1982)
	-1.1 ± 0.2	dex	NIR spectroscopy	Bica & Alloin (1986)
	-0.6 ± 0.35	dex		Bica et al. (1986)
	-1.2	dex	red clump stars	Chiosi et al. (1986)
	-0.50	dex	spectroscopy	Olszewski et al. (1991)

4. Age Estimates

age	7×10^8 yr	CMD fit with Z = 0.001 and turn-off mass of $2.0 M_{\text{Sun}}$	Flower et al. (1980)
	5.0×10^8 yr	turn-off age	Hodge (1982)

<http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1868.html>

Fig. D.3: <http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1868.html> - parte 3

LMC Clusters Database: NGC 1868

	$(3.3 \pm 0.3) \times 10^8$ yr	CMD from Flower et al. (1980) ; $(m-M)_0 = 18.6$	Hodge (1983)
	$(7.5 \pm 2) \times 10^8$ yr	from red giant stars	Flower (1984)
	$(5.0 \pm 2.0) \times 10^8$ yr	NIR spectroscopy	Bica & Alloin (1986) ; Bica et al. (1986, 1990)
	7×10^8 yr	NIR photometry	Aaronson & Mould (1985) ; Mould & Da Costa (1988)
log(age [yr])	9.00 / 8.50	using models with or without convective overshoot; based on the CMD of Flower et al. (1980)	Chiosi et al. (1986)
	9.25 / 8.75	from the location of the red clump in the CMD, with / without the inclusion of convective overshoot	Chiosi et al. (1986)
	9.13	from imposing coincidence between methods based on main sequence and red clump fitting	Chiosi et al. (1986)
	8.7 ± 0.2	$(m-M)_0 = 18.6$	Elson & Fall (1988) ; Elson et al. (1989)
	8.70 ± 0.08		Meurer et al. (1990)
	8.7	spectroscopy	Olszewski et al. (1991)
	8.87 / 8.98	from M_V of the main sequence termination / location of the AGB. Adopted mean log(age) = 8.87, assuming [Fe/H] = -0.50	Girardi et al. (1995)

5. Spectral features

- Bica & Alloin (1986)	3850 - 7600 Å	(figure)
- Bica & Alloin (1987)	6400 - 9650 Å	(figure)
- Arimoto & Bica (1989)	3700 - 9700 Å	(figure)
- Bica et al. (1994)	3200 - 4200 Å	(figure)

Cluster Structure

1. Parameters				
$r_{\text{core}} (V)$	1.4 ± 0.1	pc	$D_{\text{LMC}} = 55$ Mpc	Elson et al. (1989)
$r_{\text{core}} (B)$	5.3	"	after seeing correction	Elson (1991)
$r_{\text{core}} (V)$	5.1	"	after seeing correction	Elson (1991)
	11.0	"		Brocato et al. (2001)
R_{hl}	1.8	pc	$(m-M) = 18.5$; half-light radius	Santiago et al. (2001)
Ellipticity	0.04 ± 0.05		Position angle unlisted	Frenk & Fall (1982)

2. Surface Brightness / Density Profiles

- Elson (1991)	ground-based CCD star counts (B, V)	(figure)
- Santiago et al. (2001)	<i>HST</i> surface density and surface brightness profiles	(figure; background corrected)

Cluster Dynamics

v_{rad}	260 ± 30	km s ⁻¹	Freeman et al. (1983)
	283	km s ⁻¹	Olszewski et al. (1991)

<http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1868.html>

Fig. D.4: <http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1868.html> - parte 4

LMC Clusters Database: NGC 1868

References quoting NGC 1868

- Aaronson M., Mould J.R., 1985, ApJ, 288, 551
- Bica E., Alloin D., 1986, A&A, 162, 21
- Bica E., Alloin D., 1987, A&A, 186, 49
- Bica E., Alloin D., Santos Jr. J.F.C., 1990, A&A, 235, 103
- Bica E., Alloin D., Schmitt H.R., 1994, A&A, 283, 805
- Bica E., Claría J.J., Dottori H., Santos Jr. J.F.C., Piatti A., 1991, ApJ, 381, L51
- Bica E., Dottori H., Pastoriza M., 1986, A&A, 156, 261
- Brocato E., Di Carlo E., Menna G., 2001, A&A, 374, 523
- Castro R., Santiago B.X., Gilmore G.F., Beaulieu S., Johnson R.A., 2001, MNRAS, 326, 333
- Chiosi C., Bertelli G., Bressan A., 1988, A&A, 196, 84
- Chiosi C., Bertelli G., Bressan A., Nasi E., 1986, A&A, 165, 84
- Corsi C.E., Buonanno R., Fusi Pecci F., Ferraro F.R., Testa V., Greggio L., 1994, MNRAS, 271, 385
- Elson R.A.W., 1991, ApJS, 76, 185
- Elson R.A.W., Fall S.M., 1985, ApJ, 299, 211
- Elson R.A.W., Fall S.M., 1988, AJ, 96, 1383
- Elson R.A.W., Fall S.M., Freeman K.C., 1989, ApJ, 336, 734
- Elson R.A.W., Freeman K.C., Lauer T.R., 1989, ApJ, 347, L69
- Elson R.A.W., Tanvir N.R., Gilmore G.F., Johnson R.A., Beaulieu S., 1999, in: New Views of the Magellanic Clouds, IAU Symp. 190, Chu Y.-H., Suntzeff N.B., Hesser J.E., Bohlender D.A., eds., ASP: San Francisco, p. 417
- Ferraro F.R., Fusi Pecci F., Testa V., Greggio L., Corsi C.E., Buonanno R., Terndrup D.M., Zinnecker H., 1995, MNRAS, 272, 391
- Flower P.J., 1984, ApJ, 278, 582
- Flower P.J., Geisler D., Hodge P.W., Olszewski E.W., 1980, ApJ, 235, 769
- Freeman K.C., Illingworth G., Oemler Jr. A., 1983, ApJ, 272, 488
- Frenk C.S., Fall S.M., 1982, MNRAS, 199, 565
- Geisler D., Bica E., Dottori H., Claría J.J., Piatti A.E., Santos Jr. J.F.C., 1997, AJ, 114, 1920
- Girardi L., Bertelli G., 1998, MNRAS, 300, 533
- Girardi L., Chiosi C., Bertelli G., Bressan A., 1995, A&A, 298, 87
- Hodge P.W., 1982, ApJ, 256, 447
- Hodge P.W., 1983, ApJ, 264, 470
- Kontizas E., Kontizas M., Xiradaki E., 1987, A&AS, 71, 575
- Meurer G.R., Cacciari C., Freeman K.C., 1990, AJ, 99, 1124
- Mould J.R., da Costa G.S., 1988, in: Progress and Opportunities in Southern Hemisphere Optical Astronomy - The CTIO 25th Anniversary Symposium, Blanco V.M., Phillips M.M., eds., ASP: San Francisco, p.197
- Olszewski E.W., Schommer R.A., Suntzeff N.B., Harris H.C., 1991, AJ, 101, 515
- Persson S.E., Aaronson M., Cohen J.G., Frogel J.A., Matthews K., 1983, ApJ, 266, 105
- Santiago B.X., Beaulieu S., Johnson R., Gilmore G.F., 2001, A&A, 369, 74; figures
- van den Bergh S., 1981, A&AS, 46, 79

Last updated: 20 December 2001, Richard de Grijs<http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1868.html>**Fig. D.5:** <http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/ngc1868.html> - parte 5

Apêndice E

LMC Cluster Database: Hodge 14

Página web criada por Richard de Grijs e localizada em

<http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/hodge14.html>

e acessada em 8 de junho de 2004.

LMC Clusters Database: Hodge 14



LMC
Data1

Quick links:	Cluster Structure	Cluster Dynamics	References	SIMBAD
--------------	-----------------------------------	----------------------------------	----------------------------	------------------------

Hodge 14 / SL 506 / LW 220

SWB class	V	Searle et al. (1980)
-----------	---	----------------------

Cluster Photometry and Spectroscopy

1. Global Cluster Photometry

V	13.42	mag	(no extinction correction)	van den Bergh (1981)
	13.26	mag	(no extinction correction)	Mateo (1987)
M_V	-5.3	mag	$(m-M)_0 = 18.6$	van den Bergh (1994)
$U-B$	0.21	mag	(no extinction correction)	van den Bergh (1981)
$B-V$	0.72	mag	(no extinction correction)	van den Bergh (1981)
	0.67	mag	(no extinction correction)	Mateo (1987)
$V-R$	0.40	mag	(no extinction correction)	Mateo (1987)
$\mu_V(0)$	21.1	mag arcsec ⁻²	$E(B-V) = 0.04$; $(m-M) = 18.5$; central surface brightness	Santiago et al. (2001)
$(m-M)_0$	18.2	mag	CMD fits	Elson & Fall (1988)
	18.49	mag	Assuming a disc model for the distribution of stars in the inner and intermediate regions of the LMC, with the plane of the disc inclined by 45° relative to the sky, its centre at $(m-M)_0 = 18.5$ (Panagia et al. 1991), the line of nodes in the N-S direction and the East side of the disc in the foreground (Westerlund 1990)	Castro et al. (2001)

2. Photometry of Features in the CM diagram

R_{TO}	20.3	mag	main sequence turn-off magnitude	Bomans et al. (1995)
	20.54	mag	main sequence turn-off magnitude	Geisler et al. (1997)
V_{TO}	20.5	mag	main sequence turn-off magnitude	Brocato et al. (2001)
$(B-V)_{TO}$	0.4	mag	at main sequence turn-off	Brocato et al. (2001)
$\langle V_{cl} \rangle$	19.25	mag	location of the red clump	Brocato et al. (2001)
$\langle (B-V)_{cl} \rangle$	1.0	mag	location of the red clump	Brocato et al. (2001)

Stellar Photometry (Tables):

- Jensen et al. (1988)	ground-based CCD G , $G-R$
- Meurer et al. (1990)	IUE
Colour-Magnitude and/or Hertzsprung-Russell Diagrams:	

<http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/hodge14.html>

Fig. E.1: <http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/hodge14.html> - parte 1

LMC Clusters Database: Hodge 14

- Jensen et al. (1988)	ground-based CCD $G, G-R$	All stars, and for $R < R_{\text{core}}$ only
- Santiago et al. (2001)	<i>HST</i> luminosity functions	
- Brocato et al. (2001)	<i>HST</i> $(V, B-V)$	

3. Reddening and Metallicity

$E(B-V)$	0.09 mag		Bomans et al. (1995)
	0.04 mag	isochrone fit to <i>HST</i> CMD	Castro et al. (2001)
[Fe/H]	-0.66 ± 0.2 dex	spectroscopy	Jensen et al. (1988) ; Olszewski et al. (1991)

4. Age Estimates

age	$(2.0 \pm 0.3) \times 10^9$ yr		Elson & Fall (1988)
$\log(\text{age [yr]})$	9.16 ± 0.2	$(m-M)_0 = 18.2$	Elson & Fall (1988) ; Elson et al. (1989)
age	$(1 - 4) \times 10^9$ yr	CMD fits	Jensen et al. (1988)
$\log(\text{age [yr]})$	9.4	$\text{age} \sim (2 - 3) \times 10^9$ yr; CMD fits	Olszewski et al. (1991)
age	$(1.5 - 2.0) \times 10^9$ yr	based on a CMD from Jensen et al. (1988)	Bomans et al. (1995)
	1.8×10^9 yr	CMD fits	Geisler et al. (1997)

Cluster Structure

1. Parameters				
r_{core}	2.5	pc	$D_{\text{LMC}} = 55$ Mpc; 9.4"	Mateo (1987)
	13.3	"		Brocato et al. (2001)
$\log(r_{\text{tidal}} / r_{\text{core}})$	1.03			Mateo (1987)
r_{h}	4.3	pc	17.6"; median radius	van den Bergh (1994)
R_{hl}	2.9	pc	$(m-M) = 18.5$; half-light radius	Santiago et al. (2001)

2. Surface Brightness / Density Profiles

- Mateo (1987)	ground-based CCD B	(figure)
- Santiago et al. (2001)	<i>HST</i> surface density and surface brightness profiles	(figure)

Cluster Dynamics

v_{rad}	237	km s^{-1}	spectroscopy	Olszewski et al. (1991)
------------------	-----	--------------------	--------------	---

References quoting Hodge 14

- Bica E., Dottori H., Pastoriza M., 1986, A&A, 156, 261
- Bomans D.J., Vallenari A., de Boer K.S., 1995, A&A, 298, 427

<http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/hodge14.html>

Fig. E.2: <http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/hodge14.html> - parte 2

LMC Clusters Database: Hodge 14

- Brocato E., Di Carlo E., Menna G., 2001, A&A, 374, 523
- Castro R., Santiago B.X., Gilmore G.F., Beaulieu S., Johnson R.A., 2001, MNRAS, 326, 333
- Elson R.A.W., 1991, ApJS, 76, 185
- Elson R.A.W., Fall S.M., 1985, ApJ, 299, 211
- Elson R.A.W., Fall S.M., 1988, AJ, 96, 1383
- Elson R.A.W., Freeman K.C., Lauer T.R., 1989, ApJ, 347, L69
- Geisler D., Bica E., Dottori H., Claría J.J., Piatti A.E., Santos Jr. J.F.C., 1997, AJ, 114, 1920
- Jensen J., Mould J.R., Reid I.N., 1988, ApJS, 67, 77
- Kontizas E., Kontizas M., Xiradaki E., 1987, A&AS, 71, 575
- Mateo M., 1987, ApJ, 323, L41
- Meurer G.R., Cacciari C., Freeman K.C., 1990, AJ, 99, 1124
- Olszewski E.W., Harris H.C., Schommer R.A., Canterna R.W., 1988, AJ, 95, 84
- Olszewski E.W., Schommer R.A., Suntzeff N.B., Harris H.C., 1991, AJ, 101, 515
- Santiago B.X., Beaulieu S., Johnson R., Gilmore G.F., 2001, A&A, 369, 74; figures
- Searle L., Wilkinson A., Bagnuolo B.G., 1980, ApJ, 239, 803
- van den Bergh S., 1981, A&AS, 46, 79
- van den Bergh S., 1994, AJ, 108, 2145

Last updated: 20 December 2001, Richard de Grijs

<http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/hodge14.html>

Fig. E.3: <http://www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase/hodge14.html> - parte 3