

UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO GRANDE DO SUL
INSTITUTO DE FÍSICA

Vínculos ao Histórico de Formação Estelar da LMC*

Sandro Caldeira Javiel

Dissertação realizada sob orientação do Dr. Basílio X. Santiago e apresentada ao Instituto de Física da UFRGS em preenchimento parcial dos requisitos para a obtenção do título de Mestre em Física.

Porto Alegre

Julho - 2003

* Trabalho financiado pela Coordenação de Aperfeiçoamento de Pessoal de Nível Superior (Capes).

*à Nira e Viviane pelo amor, carinho
e apoio em todos os momentos.*

Agradeço

Ao meu orientador, Basílio X. Santiago, pela paciência e dedicação na minha formação, tanto profissional como pessoal.

Aos meus pais por me ensinarem a batalhar pelos meus objetivos. À minha família pelo amor e compreensão nos momentos em que tive de estudar ou trabalhar, ao invés de estar junto deles.

À Viviane, meu amor, e à sua família por me acolherem como um filho. Aos amigos de verdade (em especial Luciano, Airton e Zé) por me acompanharem nas intermináveis listas de exercício. A estes agradeço também pela amizade, lealdade e apoio.

Ao pessoal do laboratório de Astronomia, em especial Leandro, Jules, Angelo, Sandro, Mauro, Henrique, Gustavo, Sérgio, Horácio e Charles, pela amizade e discussões sobre os mais diversos assuntos.

Aos meus colegas que lutam na CPG pelos direitos dos estudantes da pós graduação: Marcos, Daniela, Marcinha, Janaína e Agenor.

Ao Waldomiro e ao IF pela impressão das figuras coloridas, melhorando em muito a apresentação do trabalho.

À UFRGS por me proporcionar uma excelente estrutura para ensino e pesquisa, mesmo com a atual situação econômica do país.

À CAPES por me manter financeiramente e nunca ter falhado nos pagamentos, apesar dos muitos atrasos.

À todos aqueles que participaram de alguma forma para esta conquista.

Resumo

Apresentamos a fotometria de 6 campos estelares profundos distribuídos na Grande Nuvem de Magalhães obtidos com a *Wide Field and Planetary Camera 2/Hubble Space Telescope* em duas bandas fotométricas: F814W ($\sim I$) e F555W ($\sim V$). Foram selecionadas ao todo 15997 estrelas pela nossa amostra, que somadas às estrelas da amostra de Castro et al. 2001 [9] contabilizaram 22239 estrelas, dentro de limites de magnitude típicos que estão no intervalo $18.5 \leq V \leq 26$.

Investigamos o comportamento do erro fotométrico através da tarefa PHOT/IRAF, bem como via medidas independentes de magnitude de um mesmo objeto obtidas com diferentes exposições. Implementamos um método de correção para a completeza fotométrica como função da posição no diagrama cor-magnitude, isto é, com função tanto da magnitude como da cor e analisamos a sensibilidade das funções de luminosidade obtidas para diferentes métodos de correção.

Foram obtidos os diagramas cor-magnitude, com os quais ajustamos isócronas de Pádova com idades $\tau \lesssim 16$ Gano e metalicidades $0.001 < Z < 0.004$ ou $-1.3 < [Fe/H] < -0.7$. A população mais velha ($\tau \sim 12$ Gano) pode ser encontrada através do ponto de *turn-off* em $V \sim 22$. Estrelas de idade intermediária ($\tau \sim 1 - 8$ Gano) podem ser localizadas pela presença de um *clump*. Os campos próximos aos aglomerados jovens NGC1805 e NGC1818 são os campos mais populosos, apresentando estrelas com $\tau \sim 1$ Gano. Construímos funções de luminosidade para $18.5 \leq V \leq 25$, utilizando os dados das duas amostras; não foram encontradas diferenças significativas entre os campos.

Desenvolvemos um método para geração de diagramas cor-magnitude (CMDs) artificiais a partir de um modelo de histórico de formação estelar. Este método incorpora os efeitos de erros fotométricos, binarismo não resolvido, avermelhamento e permite o uso de formas variadas de função de massa inicial e do próprio histórico. Implementamos o Método dos

Modelos Parciais para modelamento de CMDs, incluindo experimentos controlados para a comprovação da validade deste método na busca de vínculos ao histórico de formação estelar da Grande Nuvem de Magalhães em diferentes regiões.

Recuperamos SFHs confiáveis para cada um dos 6 campos da LMC. Observamos variações na formação estelar de um campo para outro. Em todos os campos encontramos uma lacuna na formação estelar com $\tau \sim 700$ Mano. Os dois campos próximos à barra (NGC1805 e NGC1818) apresentam alguns pequenos surtos, tendo formado em sua maioria, estrelas velhas ou relativamente jovens. Já os campos próximos a NGC1831 e NGC1868 apresentam formação estelar que se aproxima de um histórico de formação estelar uniforme, com alguns pequenos surtos. Os campos NGC2209 e Hodge 11 apresentam três períodos de formação estelar muito semelhantes.

Abstract

We present photometry of 6 deep LMC fields located in The Large Magellanic Cloud obtained with Wide Field and Planetary Camera 2/Hubble Space Telescope in two photometric bands F814W ($\sim I$) and F555W ($\sim V$). Our sample is composed by 13248 stars, which added to Castro et al. 2001 [9] sample stars increased to 28503 stars, within typical magnitude limits that are in the range $18.5 \leq V \leq 26$.

We investigated the behaviour of photometric error using PHOT/IRAF. We also tried to use independent magnitude measurements of the same object obtained with different exposures. We implement a method for photometric completeness correction as a function of the CMD location, i.e. as a function not only of magnitude but also of the colour. We tested the sensitivity of the luminosity function to the different completeness correction methods.

Colour-magnitude diagrams were obtained, with which we fitted Padova isochrones with ages $\tau \lesssim 16$ Gyr and metallicities $0.001 < Z < 0.004$ or $-1.3 < [Fe/H] < -0.7$. The oldest population ($\tau \sim 12$ Gyr) can be found by its turn-off point in $V \sim 22$. Intermediate age stars ($\tau \sim 1 - 8$ Gyr) can be seen by the presence of a clump. Fields near young clusters NGC1805 e NGC1818 are the most populous ones, presenting stars with $\tau \sim 1$ Gyr. We construct luminosity functions in the range $18.5 \leq V \leq 25$, using data of both sample sets. No strong differences were found among the fields.

We developed a method to generate artificial colour-magnitude diagrams based on a model of star formation history. This method incorporates photometric error effects, unresolved binary fraction, reddening and allows use of different forms of initial mass function and of the star formation history itself. We implement the Partial Models Method for CMD modelling, including control experiments to prove its validity in search of constraints on Large Magellanic Cloud star formation history in different regions.

We recover reliable star formation histories for each field. We observed field to field variations on star formation. In all fields we found a gap in star formation with $\tau \sim 700$ Myr. The two fields near the bar (NGC1805 and NGC1818) present some small bursts, having formed both young and old stars as well. The fields NGC1831 and NGC1868 present nearly uniform star formation histories with some small bursts. NGC2209 and Hodge 11 present three epochs of star formation that are very similar.

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. Utilizamos **Mano** para 10^6 anos e **Gano** para 10^9 anos.

Índice

1. Introdução	1
2. Observações	9
2.1 A Fotometria	11
2.2 Erro fotométrico	14
3. Completeza	23
3.1 Outros métodos de determinação da completeza	31
4. CMDs e Funções de Luminosidade	35
4.1 Os CMDs observados	35
4.2 As funções de luminosidade	37
4.3 Os CMDs corrigidos	39
5. Composição com Amostras Anteriores	43
5.1 Astrometria	44
5.2 Comparação entre as LFs	45
5.3 CMDs da amostra composta	48
6. Análise e Modelamento de CMDs	54
6.1 Reconstrução do histórico de formação estelar	54
6.2 CMDs simulados	55
6.3 O Método dos Modelos Parciais	58
6.3.1 Experimento controlado	60

6.4	SFHs dos campos da LMC	63
6.4.1	A extinção encontrada em outros trabalhos	73
6.5	Vantagens no uso da amostra composta	76
7.	Conclusões	81
	Referências	85

Capítulo 1

Introdução

O estudo do histórico de formação estelar (SFH) em galáxias próximas pode contribuir para que possamos compreender a evolução destes objetos e os mecanismos envolvidos nos surtos de formação estelar. A luz integrada de uma galáxia próxima pode revelar características semelhantes com objetos distantes, possibilitando-nos fazer uso do conhecimento adquirido com os objetos do Universo local para uma melhor compreensão de regiões a alto *redshift*. O conhecimento do SFH em diferentes tipos de galáxias e em diferentes ambientes, como em aglomerados de galáxias, pode nos trazer informações importantes sobre a evolução do histórico de formação estelar no Universo como um todo. Isto poderia nos dizer quais galáxias formaram as primeiras estrelas: seriam as Espirais, Elípticas, Irregulares ou Anãs? Qual a taxa inicial de formação estelar em diferentes tipos de galáxias? Quais as contrapartidas locais para as galáxias tênues e azuis observadas a alto *redshift*?

A Grande Nuvem de Magalhães (LMC) é uma galáxia satélite da Via-Láctea, com características conhecidamente distintas desta, mas suficientemente próxima para permitir um estudo de sua estrutura, cinemática interna e populações estelares. Pela sua proximidade e natureza, a LMC se revela um excelente laboratório no estudo dos processos envolvidos na formação estelar, interações com galáxias vizinhas, a influência dinâmica de uma barra e o enriquecimento químico.

A LMC já foi largamente estudada, tendo-se estabelecido suas propriedades fundamentais, tanto estruturais, como cinemáticas e químicas. Os componentes estruturais são: um disco, uma barra, e um halo achatado ou disco espesso estelar. O disco estende-se pelo

menos até $\sim 9^\circ$ do centro da LMC, e sua curva de rotação parece ser constante para regiões mais externas, indicando a presença de um halo de matéria escura, como na Galáxia. A barra apresenta uma extensão de $\sim 2^\circ$ e é deslocada em relação ao centro do disco. Foi reportada a presença de gás (HI, H₂, HII e CO), bem como poeira, nas vizinhanças de aglomerados e estrelas jovens. A razão gás/poeira supera em 4 vezes a razão encontrada na Galáxia. Há fortes evidências de formação estelar recente ($\tau \leq 50$ Myr) (Westerlund et al. 1990 [44]).

O sistema de aglomerados da LMC é rico e apresenta diferentes idades e metalicidades, o que indica diferentes estágios evolutivos dos mesmos (Westerlund 1990 [44], Olszewski et al. 1996 [35]). Como se observa na Galáxia, os aglomerados globulares são velhos e pobres em metais (Geisler et al. 1997 [17], Bica et al. 1998 [4]). Estudos utilizando aglomerados da LMC mostram que a maioria destes são relativamente jovens, apresentando idades inferiores a ~ 4 Gyr, um pequeno número com idades de ~ 14 Gyr e apenas um com idade intermediária ~ 8 Gyr.

A LMC fornece a oportunidade única de comparar o SFH inferido através do estudo de estrelas de campo com o SFH descrito pelos seus aglomerados, uma vez que esta galáxia possui rica população de aglomerados. Os diagramas cor-magnitude (CMDs) dos aglomerados possuem a vantagem de conter estrelas com a mesma idade, facilitando sua datação e abundância química, o que torna a análise do SFH do sistema de aglomerados mais simples. Por outro lado, existem claras evidências de destruição dos aglomerados por forças de maré e outros processos dinâmicos. Desta forma, a amostra de aglomerados observáveis atualmente não é representativa do sistema original. Estudos recentes sugerem que o SFH de campo difere da distribuição de idades dos aglomerados, sendo necessário utilizar CMDs de campo para uma descrição geral do SFH da LMC.

Traçadores de população velha e intermediária

Existiam, até bem pouco tempo atrás, poucos indicadores de população velha na LMC, não somente pelo pequeno número de aglomerados globulares, como também pelos raros

exemplos de estrelas velhas de campo. Como indicativos de população velha temos as Variáveis RR Lyrae, que são encontradas na maioria dos aglomerados velhos e pobres em metais, exceto em Hodge 11. Uma população velha também pode ser caracterizada através de um ramo horizontal azul (Olszewski et al. 1996 [34]). Estrelas de campo com $\tau \leq 10$ Gano também foram encontradas (Westerlund et al. 1990 [44]). Estrelas do ramo assintótico de gigantes, variáveis de longo período e um *clump* indicam a presença de uma população de idade intermediária (Olszewski et al. 1996 [35]).

Estrelas de Campo - CMDs

Os CMDs são a ferramenta mais largamente utilizada no estudo da evolução estelar, contendo muitas informações sobre a formação estelar ao longo de bilhões de anos. Há vários trabalhos que partem de CMDs artificiais, onde são incorporadas informações sobre o SFH e procuram aquele CMD que seja mais consistente com o CMD observado. Por outro lado, devemos ter em mente as dificuldades intrínsecas à análise de CMDs que se revelam no momento de gerar um CMD teórico, que são a extinção, as distâncias, as funções de massa, incertezas nos modelos, além da necessidade de telescópios de grande porte para o alcance das populações mais velhas. No início da década de 90, as observações em solo não nos forneciam CMDs muito profundos, ou seja, não se podia obter muita informação das estrelas com $V \simeq 22$, abaixo do *turn-off* da população mais velha, que hoje sabemos existir.

Em Bertelli et al. 1992 [2], foi realizada fotometria em B e V com dados do telescópio 4m do *Cerro Tololo Inter-American Observatory* (CTIO). Se partiu de um SFH contendo um período de baixa formação estelar seguido de um único surto. O objetivo era determinar as épocas de começo (τ_B) e fim deste surto (τ_F), além do aumento na taxa de formação estelar (SFR) comparando o estado anterior e posterior ao surto de formação estelar. Bertelli e seus colaboradores concluíram que os 3 campos estudados não apresentavam diferenças significativas no que diz respeito à época em que o surto de formação estelar começou. Os modelos que melhor reproduziram os dados observados previam um aumento na SFR da ordem de 10 vezes e uma função de massa inicial (IMF) de Salpeter ($dN/dM \propto M^{-\alpha}$ com

$\alpha = 2.35$). Foi detectada a possibilidade de apenas um surto somente quando utilizado um módulo de distância $m - M = 18.4$. A época para o começo deste surto ficou entre 3 e 4 Gano. Quando utilizado $m - M = 18.6$, não foi encontrada consistência entre as observações e os modelos baseados em um único surto.

Em Vallenari et al. 1996 [43], outros 3 campos, desta vez obtidos com o telescópio de 2.2m do *European Southern Observatory* (ESO) em B e V, foram analisados, considerando o mesmo tipo de esquema de formação estelar que o utilizado em Bertelli et al. 1992 [2]. De acordo com os melhores modelos, a formação estelar nas regiões a oeste da barra começou aproximadamente há 2 – 3 Gano, de um gás pré-enriquecido. Os dois campos a leste e a sudeste do centro da LMC tiveram aumento na formação há 6 – 8 Gano atrás. As observações foram bem reproduzidas pelas funções de luminosidade (LFs) de modelos com uma IMF de inclinação $\alpha = 2.35 - 2.85$. Até então somente era possível determinar a idade do episódio mais forte de formação, sem possibilitar o conhecimento de variações menores na SFR. Entretanto, os dados obtidos na época não possibilitavam CMDs muito profundos e, com isto, não tínhamos acesso às estrelas da região inferior da sequência principal (MS), isto é, abaixo do *turn-off* de populações com $\tau \gtrsim 10$ Gano. Nos dois trabalhos citados, foram utilizadas isócronas de Pádova.

Com o aparecimento do telescópio espacial Hubble (HST), tivemos um avanço na qualidade das imagens, as quais estão livres da turbulência e extinção atmosféricas. Com CMDs mais profundos, pôde-se perceber melhor tanto a existência, quanto a importância da população velha. Em Gallagher et al. 1996 [14], foram utilizadas observações em I e V com a *Wide Field and Planetary Camera* a bordo do HST (WFPC2/HST), com as quais foram construídos histogramas em cor (V-I). Os histogramas e CMDs sintéticos, criados a partir de isócronas de Yale, revelaram que a SFR permaneceu aproximadamente constante durante os últimos 3 Gano; entretanto a distribuição de estrelas subgigantes indicou uma considerável probabilidade de aumento na SFR há 2 Gano. Foi lembrada a possibilidade de que perturbações de maré entre a LMC e a Pequena Nuvem de Magalhães (SMC), bem como entre a LMC e a nossa Galáxia (MW) tenham influenciado a formação estelar na LMC.

Os modelos da época exploravam a possibilidade de aumento da SFR devido a estas perturbações. Esses modelos previam um mínimo da SFR há cerca de 1.5 Gano, quando a distância entre LMC e MW foi máxima, porém não existem evidências deste mínimo. Gallagher et al. 1996 [14] não puderam tirar muitas conclusões sobre a formação estelar atual, argumentando que o tempo de mistura no disco, isto é, o tempo gasto por uma estrela para atravessar o disco, pode chegar a 1 Gano. Para uma maior resolução temporal seria necessário um conhecimento maior sobre o enriquecimento químico da LMC, o que exigiria mais vínculos. Usando a consideração de que as estrelas de baixa massa da MS têm metalicidades moderadas ($Z \sim 8 \times 10^{-3}$), então a idade estimada para a maioria das estrelas do disco da LMC seria inferior a 8 Gano.

Elson et al. 1997 [12] obtiveram imagens em I e V (WFPC2/HST) de um campo rico localizado na barra da LMC, o qual mostrou um grande número de estrelas brilhantes da MS indicando formação estelar atual com idades $\tau < 1$ ou $\tau = 2$ Gano, dependendo da metalicidade da isócrona de Yale adotada. Este episódio de formação foi tentativamente identificado como sendo da barra da LMC. Além disso, se verificou um surto de formação com $\tau = 2 - 4$ Gano, identificado como do disco. Os histogramas do campo de Elson et al. 1997 [12] apresentaram estrelas mais vermelhas que os da amostra de Gallagher et al. 1996 [14] para $V_0 \sim 21$. Em razão disso, se apresentaram dois possíveis cenários para o disco mais interno da LMC: ou o disco interno se formou um pouco antes da região mais externa ou o gás nesta região foi enriquecido em metais quando em comparação com o campo localizado a uma distância de 4° estudado por Gallagher et al. 1996 [14].

Holtzman et al. 1997 [24] apresentaram o estudo de um campo da LMC com fotometria em I e V – WFPC2/HST. A partir de diferentes esquemas de SFHs, os autores determinaram o SFH que melhor reproduziu a função de luminosidade (LF) do campo estudado. De acordo com os resultados do teste Kolmogorov Smirnov (KS), que comparou CMDs teóricos com o observado, a formação estelar foi aproximadamente constante nos primeiros 10 Gano, tendo aumentado a SFR por um fator 3 há 2 Gano atrás. No que diz respeito à IMF, os melhores ajustes foram obtidos com $2.0 < \alpha < 3.1$. A conclusão que difere substancialmente dos

trabalhos anteriores se refere à fração de estrelas velhas: o número de estrelas com idade $\tau < 4$ Gano é comparável ao número de estrelas com $\tau > 4$ Gano. Dos trabalhos anteriores (Bertelli et al. 1992 [2], Vallenari et al. 1996 [43]), se concluiu um predomínio absoluto da população mais jovem ($\tau < 5$ Gano). Em Holtzman et al. 1997 [24], foram utilizadas isócronas de Pádova.

Geha et al. 1998 [16] apresentaram o estudo de 3 campos da LMC: o mesmo campo utilizado em Holtzman et al. 1997 [24], tendo sido somados a este outros dois campos. Pela análise realizada, não existem diferenças significativas entre os campos, fato este que justificou a junção dos 3 campos em uma única amostra observada. Com esta amostra, eles realizaram um teste para determinar qual SFH iria melhor reproduzir as observações. Novamente, o melhor ajuste foi obtido com um SFH proposto por Holtzman et al. 1997 [24], onde a formação estelar se manteve aproximadamente constante por 10 Gano, tendo aumentado a SFR por um fator 3 – 8 há 2 – 3 Gano atrás. Bons ajustes aos CMDs observados foram obtidos com modelos cuja IMF apresentava inclinação no domínio $\alpha = 2.35 - 2.75$. Os autores confirmaram a conclusão obtida em Holtzman et al. 1997 [24] com relação à fração de estrelas com idades $\tau > 4$ Gano, que mostrou-se comparável ao número de estrelas mais jovens que 4 Gano. Este modelo de SFH é compatível com um enriquecimento químico onde a fração de metais Z cresceu por um fator 2 nos últimos 2 Gano.

A análise de 5 campos da LMC foi apresentada por Olsen et al. 1999 [32], os quais apresentaram uma componente significativa de formação na faixa $\tau \sim 3 - 4$ Gano atrás, em concordância com trabalhos anteriores. Os 4 campos localizados na barra da LMC teriam experimentado um aumento significativo na formação no intervalo $\tau \sim 4 - 8$ Gano atrás, comparativamente com o campo localizado no disco. Foi mencionada uma possível implicação: termos estrelas mais velhas nas regiões mais internas (barra) do que em regiões mais externas (disco).

No trabalho de Holtzman et al. 1999 [25] foram apresentados dados fotométricos (WFPC2/HST – I,V), os quais revelaram que uma população significativa com idade $\tau > 4$ Gano seria necessária para reproduzir os CMDs observados. Os modelos construídos sem impor

uma relação idade-metalicidade não conseguiram reproduzir a largura da MS observada.

O campo localizado na barra da LMC apresentou uma população mais jovem relativamente aos campos externos, localizados no disco. A formação estelar nos campos pareceu diferir da distribuição de idades dos aglomerados da LMC. Não foram encontradas evidências claras de ocorrências de surtos, entretanto este pode ser um resultado causado pela baixa estatística da amostra utilizada. Os autores lembraram da possibilidade de que perturbações de maré causadas pela interação gravitacional entre a LMC e MW tenham aumentado a SFR na LMC, baseados nos modelos de 1999, que previam o último perigaláctico há 2.5 Gano atrás. Houve um aumento na SFR nesta época, mas não foi dramático.

Em Castro et al. 2001 [9] temos a fotometria em I e V de 7 campos da LMC, usando também a WFPC2/HST. Foram construídos CMDs e ajustadas isócronas de Pádova

Foi reportada a presença de uma população velha com $\tau > 10$ Gano, $[\frac{Fe}{H}] = -1.7$. Pelo *clump* das gigantes foi confirmada a presença de uma população com idade intermediária. Estrelas jovens ($\tau < 2$ Gano) foram encontradas nos campos próximos a NGC1805 e NGC1818. Para alguns campos, como os próximos a NGC1818, 1831 e 1868, os autores reportaram a possibilidade de haver uma população de estrelas com idade intermediária, na faixa $\tau = 2 - 4$ Gano. Eventos de aumento na SFR foram considerados visíveis nos campos próximos a NGC1868, 1818 e 1831, todos localizados na mesma direção (N-NW) em relação à barra da LMC. Testes **KS** realizados sobre as LFs observadas mostraram a existência de pequenas variações nas populações entre os campos.

No presente trabalho utilizamos comparações entre CMDs artificiais e observados com o objetivo de obter vínculos ao SFH da LMC, buscando identificar variações espaciais na história de formação estelar. No capítulo 2, descrevemos os dados, a composição da amostra, a fotometria e tratamento do erro fotométrico, tão importante para o modelamento de CMDs. No capítulo 3, mostramos como se deu a correção para a completeza fotométrica, outro efeito que exige atenção. O capítulo 4 é dedicado à apresentação dos CMDs e LFs da amostra analisada, enquanto que o capítulo 5 descreve a junção da nossa amostra com a amostra analisada em Castro et al. 2001 [9], bem como as razões que nos levaram a realizar

tal junção. O método utilizado no modelamento dos CMDs é apresentado e analisado no capítulo 6, onde são mostrados os resultados obtidos para o SFH da LMC. No capítulo 7 fazemos uma discussão dos resultados obtidos e algumas perspectivas para trabalhos futuros.

Como material adicional, temos um CDROM contendo as imagens dos campos analisados, além dos arquivos finais de fotometria. A cópia e/ou divulgação deste material são permitidas mediante referência ao presente trabalho.

Capítulo 2

Observações

Foram analisados 6 campos estelares imageados com a *Wide Field and Planetary Camera 2* a bordo do HST (WFPC2/HST), os quais se encontram dentro de 6° do centro da LMC. Estes dados fazem parte do projeto *Formation and Evolution of Rich Star Clusters in The LMC* (LMC7307) (Beaulieu et al. 1999¹; Elson et al. 1998²; Santiago et al 2001 [39]). O objetivo deste projeto era extrair parâmetros físicos (idades, metalicidades, parâmetros estruturais, funções de massa) dos aglomerados, bem como tentar reconstituir sua evolução dinâmica. Foram observados inúmeros campos estelares vizinhos aos aglomerados que possibilitam analisar se os campos compartilham de um mesmo histórico de formação e traçar a distribuição estelar para a população velha e de idade intermediária. A identificação de cada campo se deve ao aglomerado em cuja proximidade se situa.

O instrumento utilizado nas observações é formado por 4 *Charge Coupled Devices* (CCDs) ou chips, dos quais 3 pertencem à *Wide Field Camera* (WF) e 1 à *Planetary Camera* (PC). A PC tem a desvantagem de cobrir uma região menor do céu, pois cada pixel cobre $0.045''$, enquanto que na WF, cada pixel cobre $0.1''$. Esta diferença na resolução torna a PC mais eficiente no imageamento de regiões de alta densidade estelar, como aglomerados. Como trabalhamos com estrelas de campo e não com aglomerados optamos por não utilizar as

¹ The formation and evolution of LMC globular cluster: the database. In: CHU, Y. -H. et al. (Eds.) **New views of the Magellanic Clouds**. 1999. p. 460. (IAU Symposium 190)

² The formation and evolution of rich star clusters in the LMC: NGC 1818. In: RICHTLER, T.; BRAUN, J. M. (Eds.) **The Magellanic Clouds and Other Dwarf Galaxies**. 1998. p. 243. (Proc. of the Bonn/Bochum-Graduiertenkolleg Workshop)

imagens da PC. A utilização da PC representaria procedimentos adicionais sem alterar significativamente a amostra final de estrelas. As imagens foram obtidas em duas bandas fotométricas: F814W (\sim I) e F555W (\sim V). A tabela 2.1 mostra os tempos totais de exposição, o número de exposições em cada banda, as coordenadas, distâncias angulares com respeito ao centro da LMC e as datas de observação. O tempo de exposição de uma imagem combinada é igual à soma dos tempos de exposição das imagens originais.

Campo	$t_I(s)$	$t_V(s)$	N_I	N_V	$\alpha(2000)$	$\delta(2000)$	Dist. ang. ($^\circ$)	Data
NGC1805	2200	2200	2	2	5 01 42	-65 59 58	4.28	12/03/98
NGC1818	4800	7200	4	6	5 05 00	-66 25 13	3.75	02/08/98
NGC1831	2200	2200	2	2	5 05 21	-64 49 50	1.51	17/12/97
NGC1868	2200	2200	2	2	5 13 48	-63 52 10	5.96	20/12/97
NGC2209	4800	7200	4	6	6 07 39	-73 46 07	5.28	03/04/98
Hodge 11	4800	7200	4	6	6 15 07	-69 49 08	4.44	03/08/98

Tab. 2.1: Os 6 campos estudados. As colunas mostram, respectivamente, o nome do campo, os tempos totais de exposição, o número de exposições de cada campo nas bandas I e V, sua ascensão reta, declinação, distância angular com relação ao centro da LMC, e a data de observação. Note que a identificação de cada campo é feita pelo aglomerado ao qual foi feita a observação em paralelo.

Para estimar a localização dos nossos campos, utilizamos a tarefa XY2RD do *Image Reduction and Analysis Facility* (IRAF). Esta tarefa nos permite conhecer as coordenadas, em ascensão reta (α) e declinação (δ), de um ponto na imagem. O ponto $x=150$ e $y=150$ do chip 3, ou seja, da *Wide Field* 3, pode ser aproximado como o centro geométrico da WFPC2. Conhecidas as coordenadas do centro do campo e sabendo a localização do centro da LMC ($\alpha = 5\ 23\ 36$ e $\delta = -69\ 45$), pode-se determinar a distância angular (coluna 8 da tabela 2.1) dos campos através da equação

$$\cos(\theta) = \cos(\delta_1) \cos(\delta_2) \cos(\alpha_1 - \alpha_2) + \sin(\delta_1) \sin(\delta_2) \quad (2.1)$$

onde o índice 1 se refere ao centro da LMC, enquanto que o índice 2 ao campo estudado.

2.1 A Fotometria

As exposições individuais foram reduzidas utilizando o procedimento padrão de calibração descrito em Holtzmann et al. 1995a [22], o qual corrige as imagens para diversos efeitos instrumentais como subtração do “bias level”, subtração do “superbias frame”, subtração do “superdark frame” e aplicação de um “flat field”. O passo seguinte foi combinar as imagens de forma a aumentar a relação sinal-ruído e eliminar os raios cósmicos.

As imagens originais de cada campo e banda foram combinados com o intuito de aumentar a razão sinal ruído, além de eliminar raios cósmicos. Isto foi feito da seguinte maneira: 1) obtivemos imagens resultantes da divisão entre duas exposições. 2) para regiões centrais de estrelas saturadas medimos o desvio percentual em relação à unidade do valor mediano. Esta medida é chamada de *scale noise*, sendo necessário obter medidas tanto para a PC quanto para os 3 chips da WF. Para um conjunto de medidas (4 para cada *chip*), utilizamos o valor máximo de *scale noise* encontrado. 3) Através da tarefa CRREJ/IRAF, construímos as imagens combinadas. Estas últimas, também chamadas de *stacks*, são o resultado de um filtro mediano aplicado à distribuição de contagens em cada *pixel*, depois de eliminadas as contagens extremas, estas últimas dependentes do valor do *scale noise*. O processo foi idêntico para ambas as bandas fotométricas.

O processo de seleção da amostra foi feito separadamente para cada filtro e campo. Utilizamos um algoritmo de detecção automática de objetos (DAOFIND/IRAF), selecionando os objetos cujo fluxo instrumental estava acima de 5σ , onde σ representa a flutuação nas contagens de céu. Para estes objetos realizamos a fotometria por abertura, com uma abertura de $0.2''$ (PHOT/IRAF). Esta escolha da abertura representa o interesse em evitar a contaminação da medida por outros objetos próximos aliado à necessidade de minimizar as correções para abertura infinita. Na tabela 2.2, temos alguns dos parâmetros utilizados na fotometria, buscando a seleção da amostra.

Parâmetro	Valor
daophot.datapars.exposure	"EXPTIME"
daophot.datapars.itime	1.
daophot.datapars.datamin	-8.
daophot.datapars.datamax	INDEF
daophot.datapars.readnoi	5.
daophot.datapars.epadu	7.
daophot.findpars.thresho	5.
daophot.findpars.nsigma	1.5
daophot.daopars.fitrad	2.
daophot.daopars.psfad	15.
daophot.daopars.recenter	yes
daophot.daopars.fitsky	yes
daophot.daopars.groupsky	no
daophot.photpars.apertures	2.
daophot.photpars.zmag	21.67 (I) ou 22.585 (V)
daophot.centerpars.calgorithm	"centroid"
daophot.fitskypars.salgorithm	"mode"
daophot.fitskypars.annulus	20.
daophot.fitskypars.dannulus	10.

Tab. 2.2: Parâmetros usados na fotometria.

Foi construído um modelo de *point spread function* (psf), utilizando estrelas brilhantes, não saturadas, isoladas e com uma *full width at half maximum* (FWHM) inferior a 1.4 pixel (PSF/IRAF), pertencentes ao chip e ao campo de interesse. Em razão de selecionarmos nas duas bandas, foram construídos 18 modelos de psf para cada banda fotométrica (3 chips \times 6 campos). Realizamos um ajuste dos perfis de todos objetos selecionados previamente ao modelo de psf construído (ALLSTAR/IRAF), o que nos forneceu as incertezas em magnitude δI e δV . Nas figuras 2.1 e 2.2, temos os diagramas utilizados nesta etapa da seleção em Hodge 11, nos quais temos δI vs. I e δV vs. V . Podemos notar que para valores maiores de I e V aumentam δI e δV . Objetos com perfis compatíveis com uma psf devem apresentar

baixos valores de δI e δV . Para objetos extensos, que podem ser galáxias ou estrelas não resolvidas, espera-se valores mais altos de δI e δV .

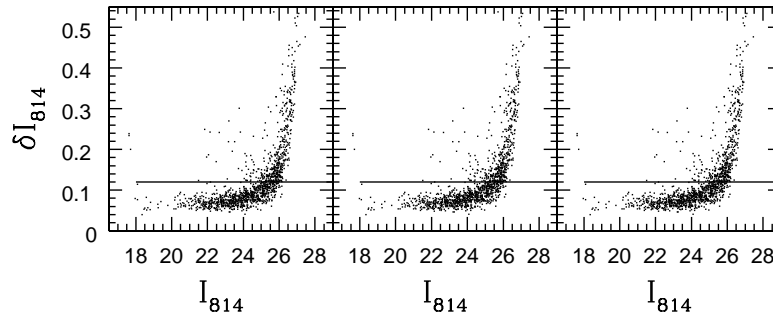


Fig. 2.1: Diagramas usados na seleção da amostra, nos quais utilizamos os ajustes ao modelo de psf para cada chip do campo Hodge 11, banda I. Em cada painel, a linha sólida sobreposta mostra o valor de δI_{MAX} permitido, que para este caso foi de $\delta I_{MAX} = 0.12$. O começo da linha, neste caso em $I=18$ mostra a magnitude de saturação.

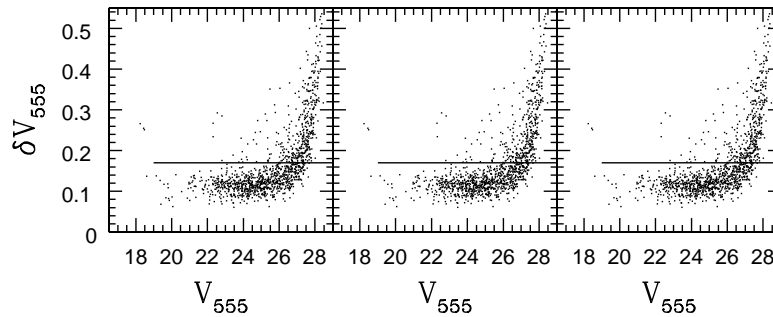


Fig. 2.2: O mesmo que na figura 2.1, mas para a banda V. Neste caso o valor de corte foi diferente, isto é, $\delta V_{MAX} = 0.17$ e a magnitude de saturação foi $V=18.5$.

Criamos um método de corte para evitar a contaminação da amostra por objetos extensos, considerando estelares aqueles que apresentaram δI e δV inferiores a δI_{MAX} e δV_{MAX} . Estes parâmetros variam de acordo com o campo. Desta forma, delimitamos um intervalo no qual a amostra é constituída somente por objetos pontuais. Em Hodge 11 foram usados $\delta I_{MAX} = 0.12$ e $\delta V_{MAX} = 0.17$ em função das magnitudes I_{814} (I) e V_{555} (V). Para os ob-

jetos selecionados, como acima descrito, realizamos novamente a fotometria por abertura, utilizando a mesma abertura de $0.2''$. A decisão de refazer a fotometria é justificada pelo fato de termos mais precisão nas magnitudes obtidas através da fotometria por abertura comparativamente à fotometria via ALLSTAR/IRAF (Castro et al. 2001 [9]). Neste momento, comparamos a lista de objetos selecionados em I com a lista dos selecionados em V, de forma a rejeitar aqueles selecionados em apenas uma das bandas.

Corrigimos os dados da amostra selecionada para abertura infinita, estimando a magnitude medida para uma estrela se fosse utilizada uma abertura suficientemente grande para incluir toda a radiação proveniente da mesma. Além disto, levamos em consideração o efeito de *Charge Transfer Efficiency* (CTE) (Whitmore et al. 1999 [46]), que depende da contagem instrumental do objeto, da data de observação e, principalmente, da posição do objeto no CCD e para extinção (Castro et al. 2001 [9]),

2.2 Erro fotométrico

Uma característica importante em um CMD é o alargamento da MS, o qual é devido a vários fatores: às incertezas fotométricas, ao binarismo não resolvido, ao avermelhamento diferencial, às variações das distâncias e da composição química das estrelas constituintes. O binarismo não resolvido, por exemplo, é o resultado de duas estrelas muito próximas uma da outra, observadas como sendo uma apenas. Este efeito faz com que observemos no CMD um ponto mais brilhante (V menor) e com uma cor intermediária, com relação às estrelas superpostas. A função de luminosidade (LF) perde a informação deste alargamento. Assim sendo, a análise do plano do CMD nos fornece mais informações. Por outro lado, a correta investigação das variáveis astrofísicas exige um modelamento adequado dos erros fotométricos.

A relevância destas medidas de erro fotométrico aumenta quando se busca a análise de um CMD que vise reconstruir o SFH e o enriquecimento químico de uma população composta usando-se ferramentas estatísticas de comparação entre CMDs sintéticos e observados.

Esta foi uma das principais preocupações deste trabalho.

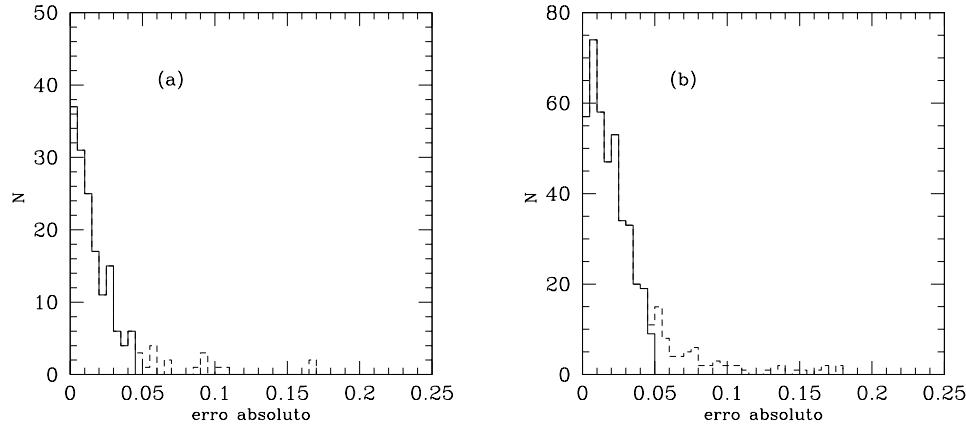


Fig. 2.3: (a) Distribuições das diferenças absolutas de magnitude obtidas para o campo Hodge 11 – banda I, com filtragem (linha sólida) e sem filtragem (linha tracejada) no intervalo 20– 20.5. (b) O mesmo que em (a), mas para a banda V.

A solução primeiramente adotada foi a de realizar fotometria separadamente utilizando as imagens originais de um dos campos (Hodge 11), corrigidas para efeitos instrumentais. Para este campo temos 4 imagens com o filtro I e 6 imagens com o filtro V, como mostra a tabela 2.1. O objetivo era obter medidas de magnitude de um mesmo objeto para cada imagem original e compará-las, estimando o erro fotométrico.

Neste processo, utilizamos apenas os objetos com medidas disponíveis em todas as imagens. Separamos os objetos de acordo com a magnitude medida com a primeira imagem em intervalos de 0.5 magnitude. Para cada intervalo de magnitude, obtivemos então a diferença de valores δI e δV entre as diferentes medidas independentes de magnitude para cada estrela. As linhas tracejadas da figura 2.3 mostram as distribuições das diferenças de magnitude I (painel (a)) e V (painel (b)), ambas no intervalo $20.0 \leq \text{mag} < 20.5$. A possibilidade de alguma medida de magnitude ser influenciada em razão de efeitos instrumentais (pixels defeituosos, resíduos de raios cósmicos) nos levou a utilizar um processo de filtragem. Este processo de filtragem foi realizado com todas as distribuições disponíveis nas duas bandas. Neste processo de filtragem, foi definida uma mediana e um valor para o desvio padrão para

cada distribuição. Eliminamos, de cada distribuição, as diferenças acima de 3σ , onde o σ se refere ao desvio padrão da média. Esta filtragem foi feita até a convergência, isto é, até que a distribuição não sofresse alterações. O valor da mediana determinada na convergência, dividido por $\sqrt{2}$ foi considerado como sendo o erro fotométrico de uma exposição individual (δI_{coh} ou δV_{coh}) da respectiva banda, para o respectivo intervalo de magnitude. O fator $\sqrt{2}$ se deve à comparação se dar entre duas medidas independentes de magnitude, cada uma com um erro fotométrico a ela incorporado.

Podemos visualizar o resultado deste processo de filtragem através das linhas sólidas da figura 2.3. O efeito do processo de filtragem é moderado, sem alterar significativamente o erro fotométrico medido.

Existem alguns problemas neste tipo de procedimento. As exposições individuais, tentativamente utilizadas para as medidas de erro fotométrico, apresentam uma relação sinal/ruído inferior à da imagem combinada que elas geram e que são utilizadas na detecção e seleção da amostra. Assim, tendo medidas dos erros fotométricos das exposições individuais, tentamos estimar o erro fotométrico como se fosse obtido com o uso da imagem combinada. Assumindo uma estatística poissônica de contagem de fótons, ou seja, no sinal, sabemos que a incerteza numa medida de magnitude, δm é dada por

$$\delta m \propto \left(\frac{\mathcal{S}}{\mathcal{N}} \right)^{-1}, \quad (2.2)$$

onde \mathcal{S}/\mathcal{N} é a razão sinal-ruído. Levando-se em conta apenas o ruído devido à própria fonte e considerando que as exposições individuais têm o mesmo tempo de exposição t_i (com $t = N T_i$), podemos escrever:

$$\left(\frac{\mathcal{S}}{\mathcal{N}} \right) \propto \sqrt{t} \propto \sqrt{N t_i}, \quad (2.3)$$

onde N é o número de exposições. Logo

$$\delta m \propto \left(\frac{1}{\sqrt{N}} \right). \quad (2.4)$$

Logo as incertezas fotométricas das imagens combinadas são dadas por:

$$\delta I = \frac{\delta I_{c0h}}{\sqrt{4}} \quad (2.5)$$

$$\delta V = \frac{\delta V_{c0h}}{\sqrt{6}} \quad (2.6)$$

Entretanto, não existe uma correspondência tão simples entre os parâmetros fotométricos da exposição individual e da imagem combinada. A figura 2.4 mostra os erros fotométricos obtidos com duas imagens do campo Hodge 11 através da tarefa PHOT/IRAF. Note que esta tarefa incorpora incertezas associadas ao ruído da fonte, bem como do céu e de efeitos instrumentais (*readout noise*). O objetivo era atestar a confiabilidade da relações 2.5 e 2.6. As linhas sólidas desta figura mostram as correlações previstas pelas equações 2.5 e 2.6, onde podemos perceber um desacordo claro com as equações citadas. Existem dois aspectos importantes que são observados: 1) as relações 2.5 e 2.6 incorporam apenas o ruído associado à fonte. Isto leva a uma subestimativa das incertezas fotométricas da imagem combinada, o que é visto para a maioria dos pontos da figura; 2) os pontos que apresentam baixos valores de δI_{c0h} (e δV_{c0h}) são o resultado das medidas de erro fotométrico em objetos próximos a raios cósmicos, que apresentam uma relação sinal-ruído alta em uma exposição individual, mas baixa na imagem combinada em razão da eliminação do raio cósmico.

Em razão disto, decidimos avaliar a possibilidade do uso das medidas de erro fotométrico obtidos com a tarefa PHOT/IRAF. Antes disto, porém, consideramos necessária uma avaliação prévia destas medidas. Decidimos, portanto, comparar as medidas obtidas para ambos os métodos.

A figura 2.5 mostra as medidas de erro fotométrico em função da magnitude aparente usando diversos métodos. As linhas tracejadas longas correspondem aos erros empíricos medidos nas exposições individuais, conforme descrito acima. As linhas pontilhadas correspondem às incertezas obtidas pelas expressões 2.5 e 2.6. Já as linhas sólidas e tracejadas com pontos mostram os erros fotométricos obtidos com PHOT/IRAF, respectivamente para as exposições individuais e imagem combinada. Podemos observar que os erros fotométricos

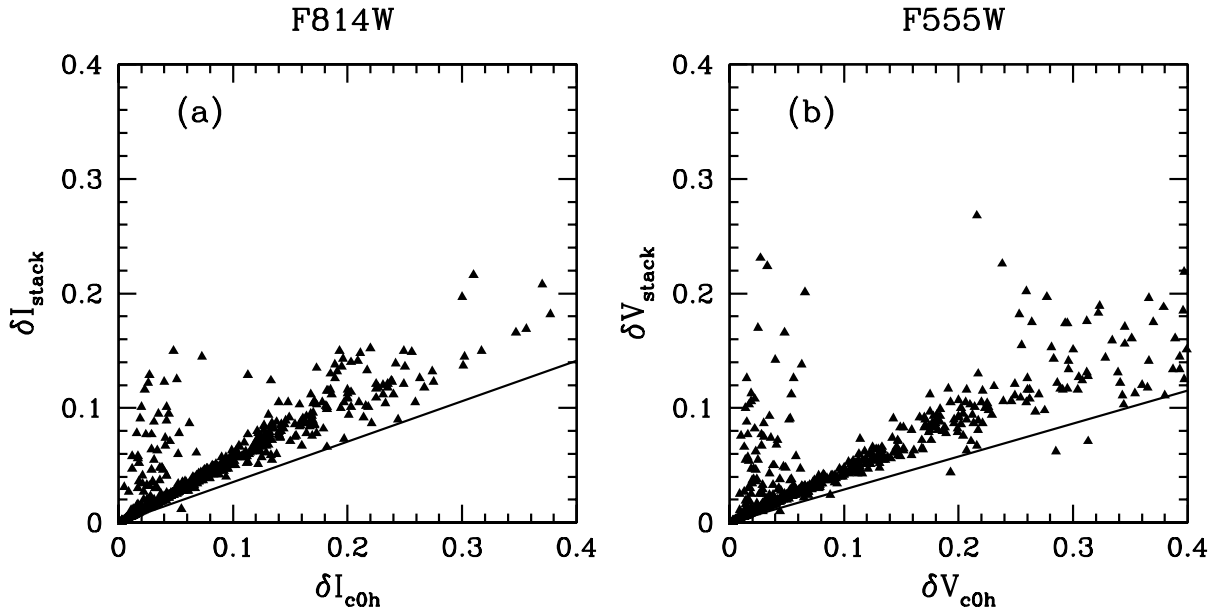


Fig. 2.4: Erros fotométricos empíricos de uma imagem combinada (δI_{stack} ou δV_{stack}) vs. erros fotométricos de uma exposição individual (δI_{c0h} ou δV_{c0h}) nas bandas I (a) e V (b).

da imagem combinada são sistematicamente menores quando escalonados a partir dos erros empíricos do que quando estimados por PHOT/IRAF, resultado que atribuímos à forma simplificada com que se deu o escalonamento. Note que a diferença entre os métodos empírico e PHOT/IRAF nas exposições individuais é pequena, principalmente na banda V. Na banda I, observamos que $\delta I_{c0h,emp} < \delta I_{c0h,phot}$ para $I \geq 23.5$. Isto pode estar acusando o rigor do processo de filtragem para as diferenças absolutas de magnitude, eliminando comparações válidas para medidas de uma mesma estrela. Como temos menos exposições na banda I, a função distribuição de erros empíricos pode ser menos bem definida, ou seja, com menos pontos, levando a uma subestimativa do erro fotométrico via método empírico. Contudo, de forma geral os resultados demonstram a confiabilidade do modelo de erro fotométrico de PHOT/IRAF. Este fator, associado à dificuldade de se determinar empiricamente as incertezas fotométricas dos *stacks* nos levou a adotar os erros de PHOT/IRAF para fins de modelamento de CMDs.

As figuras 2.6 e 2.7 mostram os erros fotométricos das duas amostras usadas neste trabalho e que serão compostas no capítulo 5: as medidas para a nossa amostra nas bandas I (círculos cheios) e V (cruzes) e para a amostra de Castro et al. 2001 [9] nas bandas I (linhas sólidas) e V (linhas pontilhadas). Os erros fotométricos dos dados de Castro et al. 2001 [9] são sistematicamente mais altos que os da nossa amostra. Isto está associado aos tempos de exposição, que são menores para as imagens de Castro et al. 2001 [9]. Outra característica comum a todos os campos é que as diferenças $\delta I - \delta V$ são maiores para os dados da nossa amostra, o que reflete a maior diferença de tempos de exposição nos campos por nós analisados.

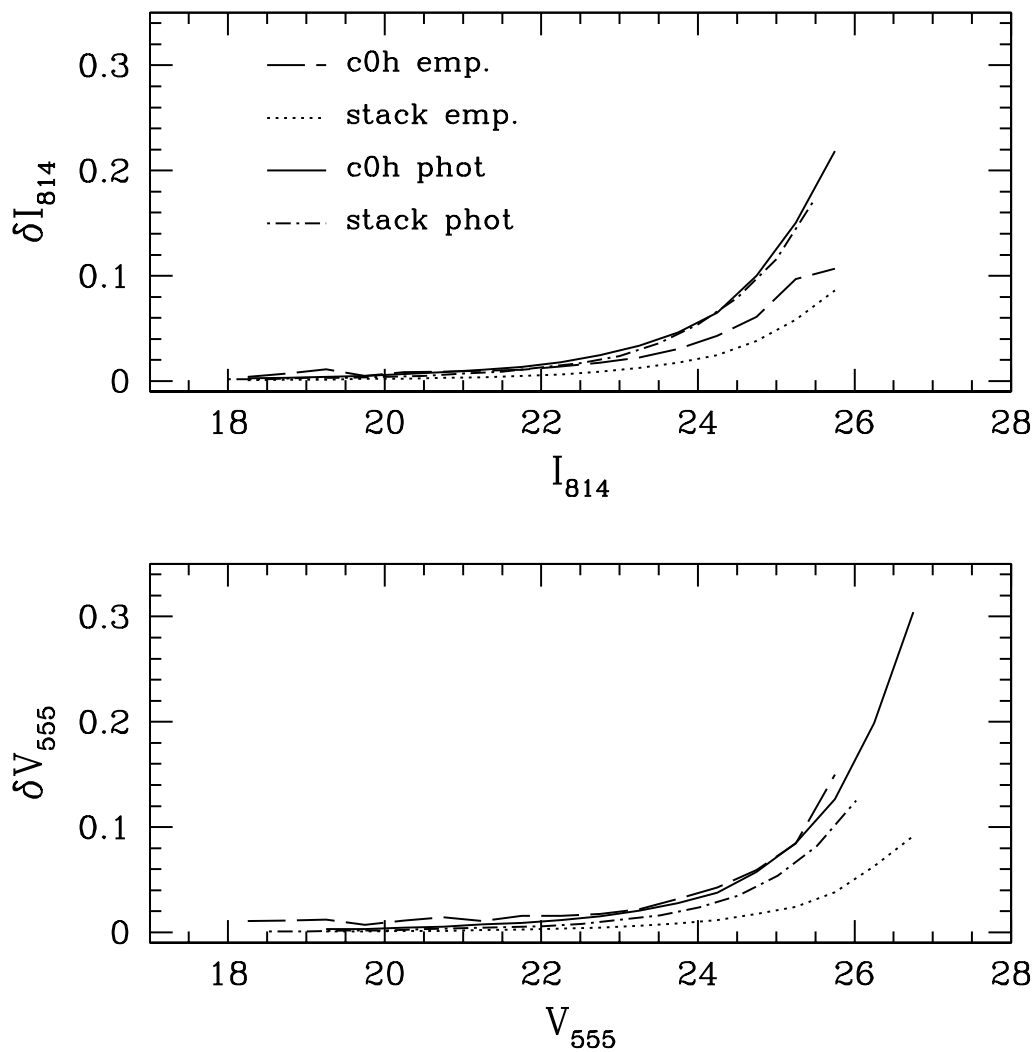


Fig. 2.5: Comparação entre as diferentes medidas de erro fotométrico em Hodge 11 das bandas I (painel superior) e V (painel inferior). São mostradas 4 medidas diferentes: através das medidas empíricas e através da tarefa phot utilizando exposições individuais e combinadas.

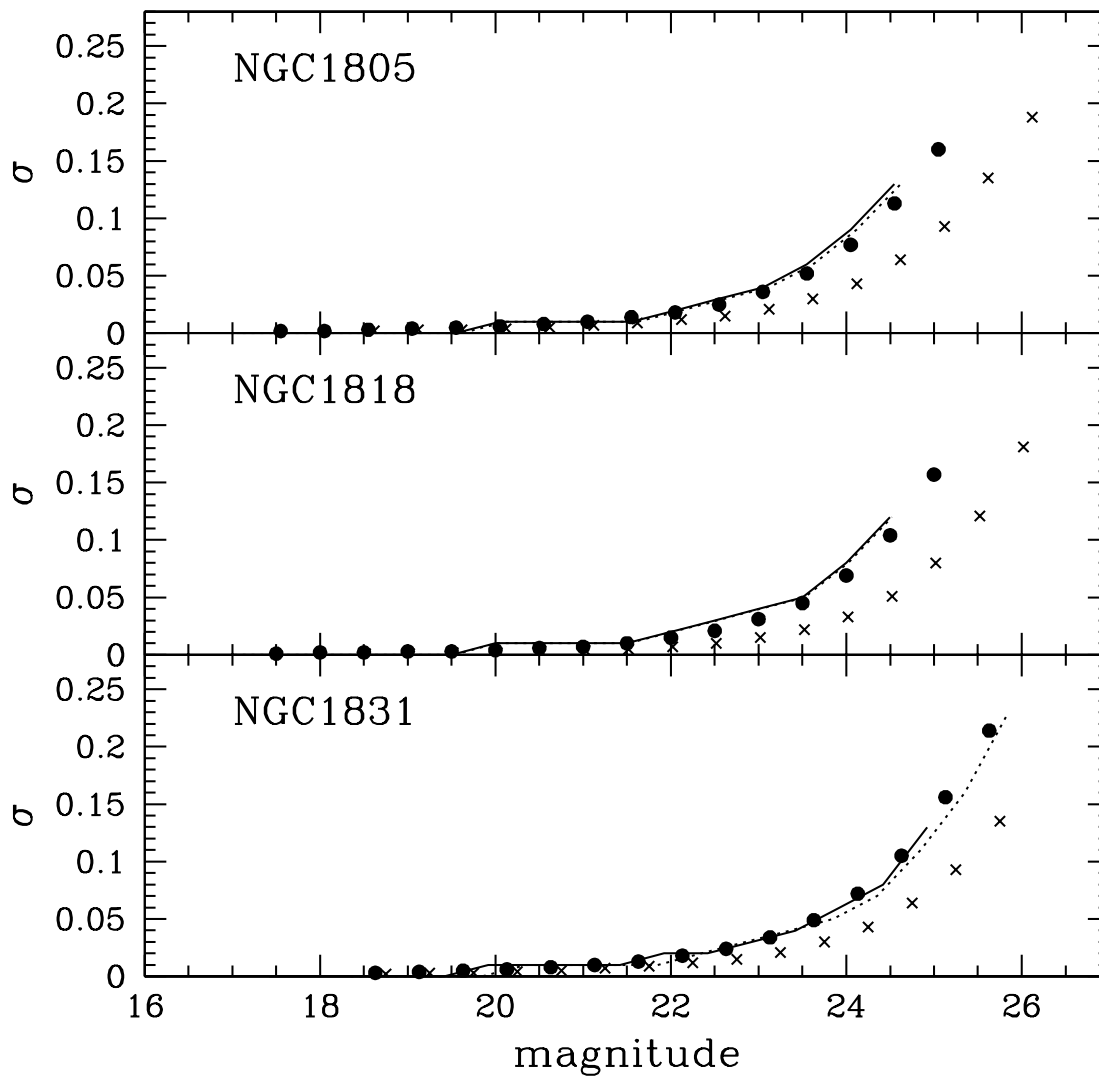


Fig. 2.6: Erros fotométricos dos campos NGC1805, NGC1818 e NGC1831 medidos através da tarefa IRAF/PHOT. Os pontos mostram as medidas da nossa amostra (círculos – I_{814} e cruces – V_{555}), enquanto que em linhas mostram as medidas de Castro et al. 2001 [9] (linhas sólidas – I_{814} e linhas pontilhadas – V_{555}).

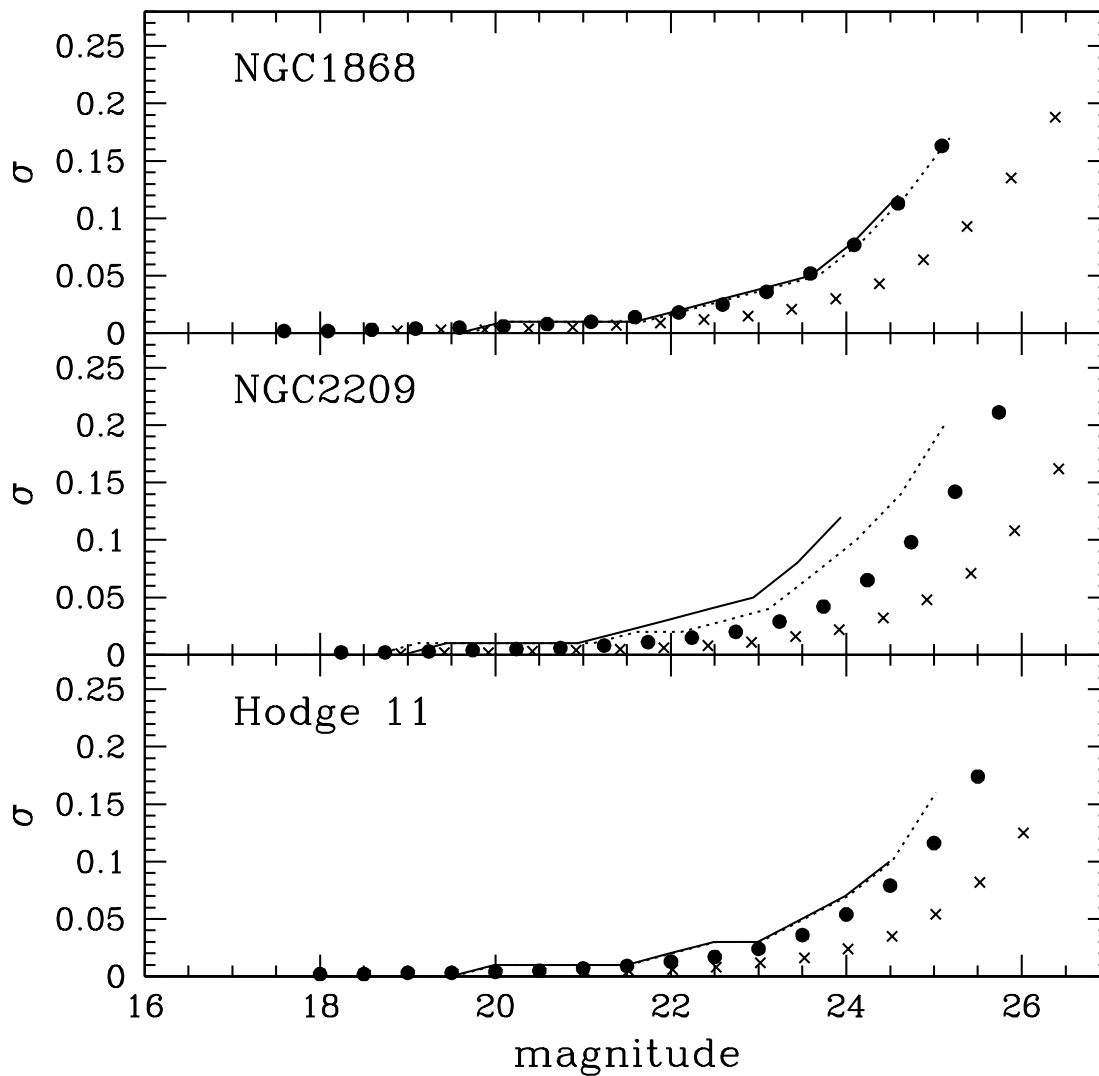


Fig. 2.7: Erros fotométricos dos campos NGC1868, NGC2209 e Hodge 11 medidos através da IRAF/PHOT. Os pontos mostram as medidas da nossa amostra (círculos – I_{814} e cruces – V_{555}), enquanto que em linhas mostram as medidas de Castro et al. 2001 [9] (linhas sólidas – I_{814} e linhas pontilhadas – V_{555}).

Capítulo 3

Completeza

Em qualquer observação temos facilidade de observar as estrelas mais brilhantes. Este efeito é acentuado com uma maior densidade de estrelas. Por outro lado, as estrelas mais tênues deixam de ser observadas em razão da presença de estrelas muito brilhantes na sua vizinhança.

Esta parte do trabalho consiste em quantificar a fração ou percentual de estrelas em uma dada região do plano do CMD que foram incluídas na amostra em função do processo de detecção e seleção utilizado. A função de completeza é o resultado desta análise e representa uma estimativa da fração do total de estrelas que não foram efetivamente amostradas. Simulamos o processo de detecção e seleção utilizando imagens contendo estrelas artificiais. O processo de detecção e seleção dessas estrelas foi idêntico àquele usado para a obtenção da amostra, que está descrito na seção 2.1.

Para determinar a fração de estrelas perdidas em razão do processo de seleção, adicionamos 80 estrelas artificiais (com medidas de magnitude ou magnitude e cor – ver discussão abaixo) à imagem observada e a submetemos ao mesmo processo de detecção e seleção. Para a adição de cada estrela foi utilizado o respectivo modelo de psf construído anteriormente. Ao fim do experimento obtivemos a razão entre o número de estrelas criadas e o número de estrelas recuperadas. Uma medida comumente utilizada é repetir o processo de adição-deteção-seleção de forma a melhorar a estatística da medida da completeza. Decidimos por utilizar 240 estrelas, o que significou realizar 3 vezes o experimento mencionado.

Em muitos trabalhos utiliza-se a completeza como função da magnitude, como $C =$

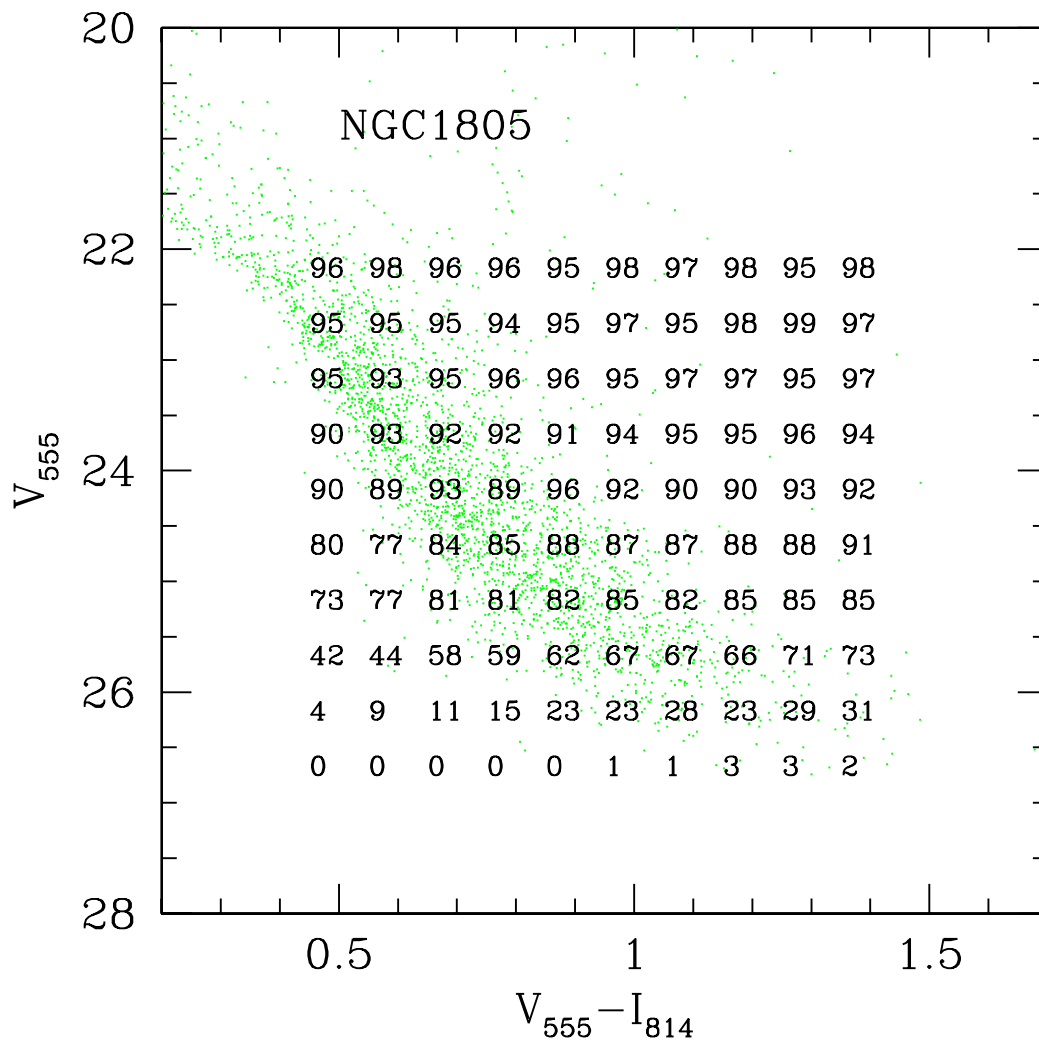


Fig. 3.1: CMD observado do campo NGC1805, com magnitudes e cores instrumentais. Sobreposto ao CMD, temos a função de completeza, em valores percentuais, determinada para diferentes regiões do CMD

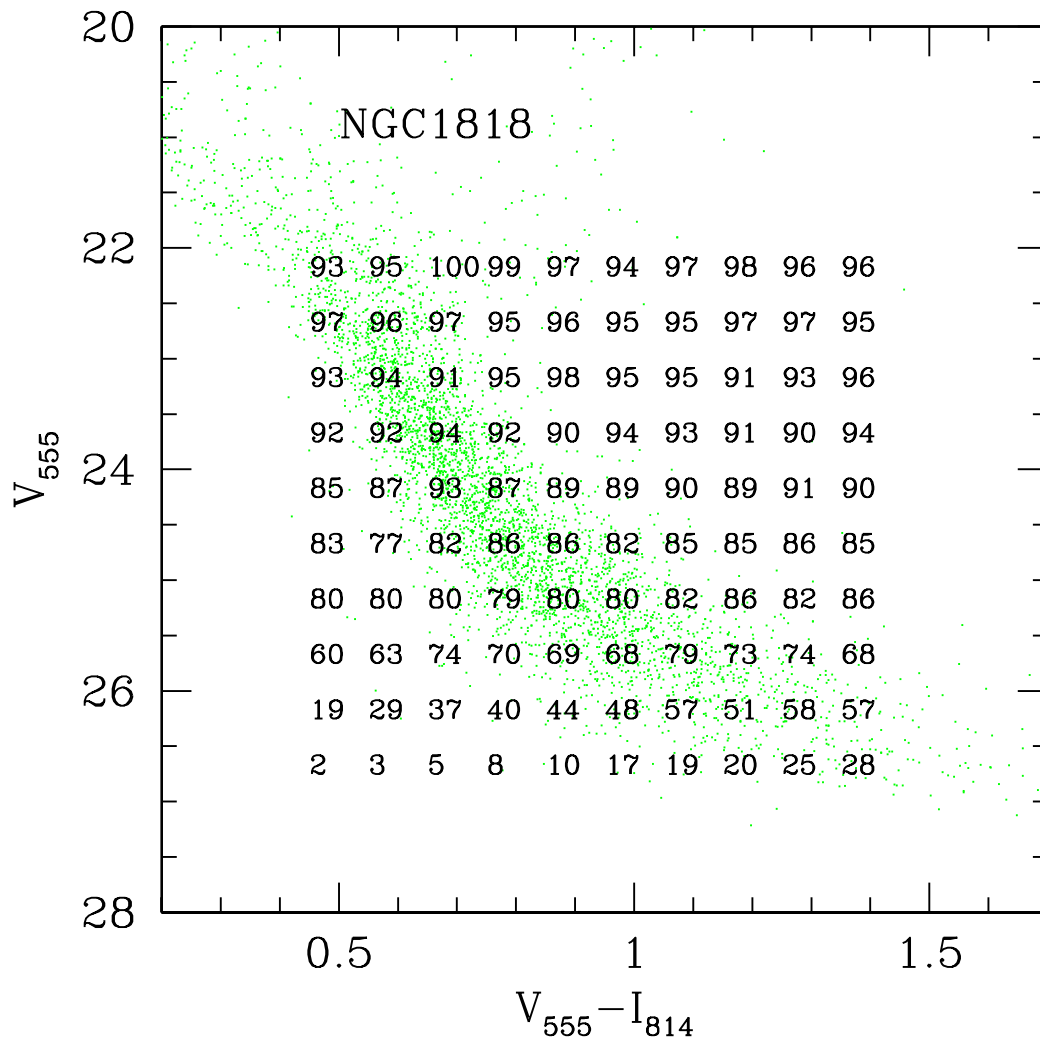


Fig. 3.2: O mesmo que mostrado na figura 3.1, mas para NGC1818.

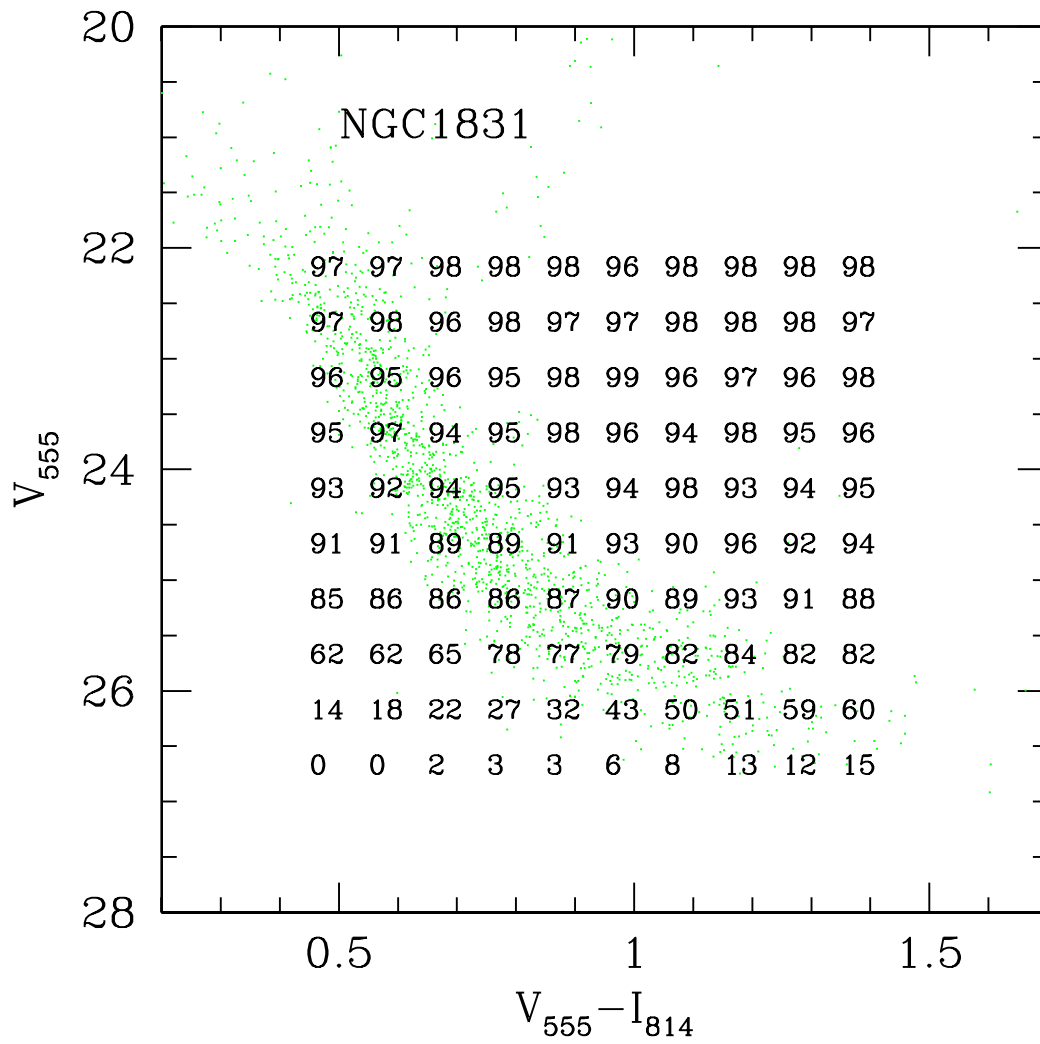


Fig. 3.3: O mesmo que mostrado na figura 3.1, mas para NGC1831.

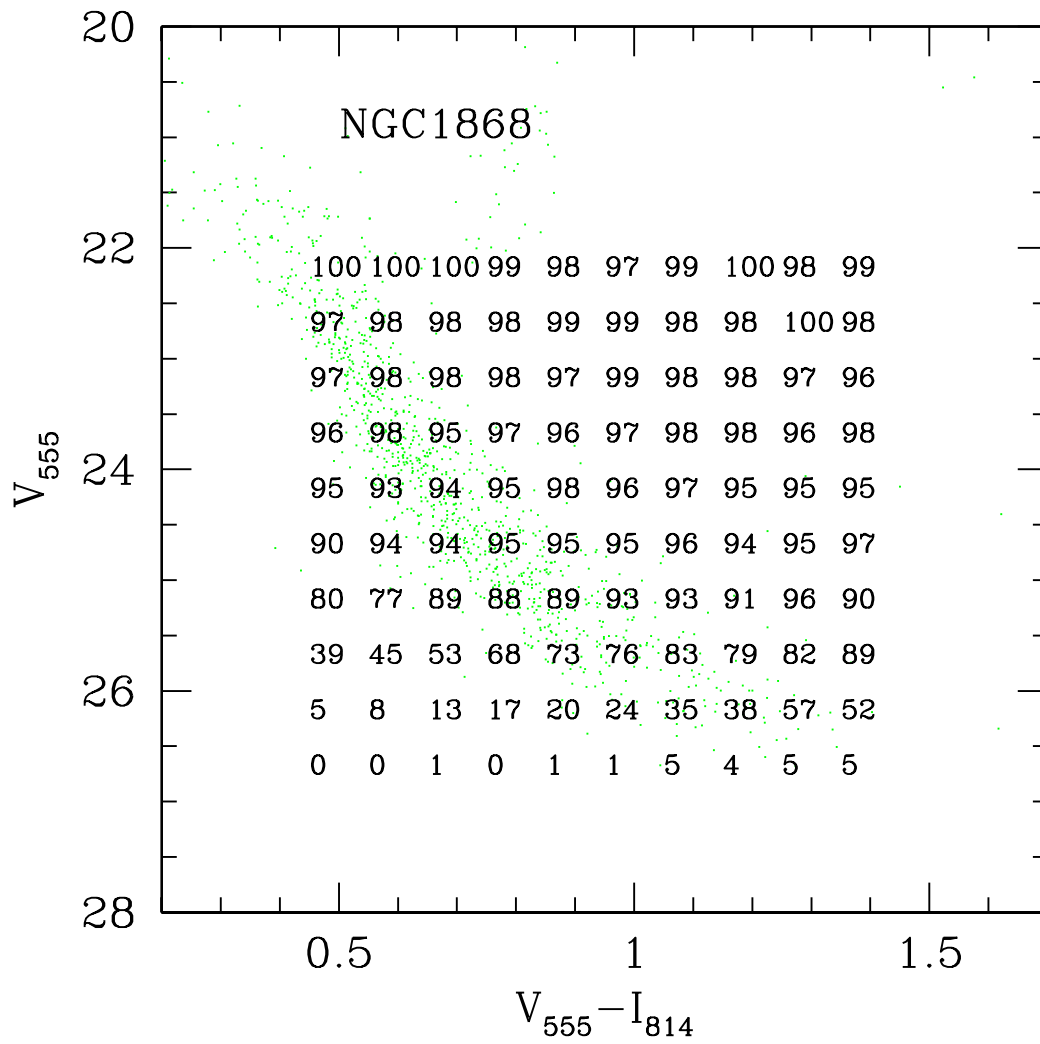


Fig. 3.4: O mesmo que mostrado na figura 3.1, mas para NGC1868.

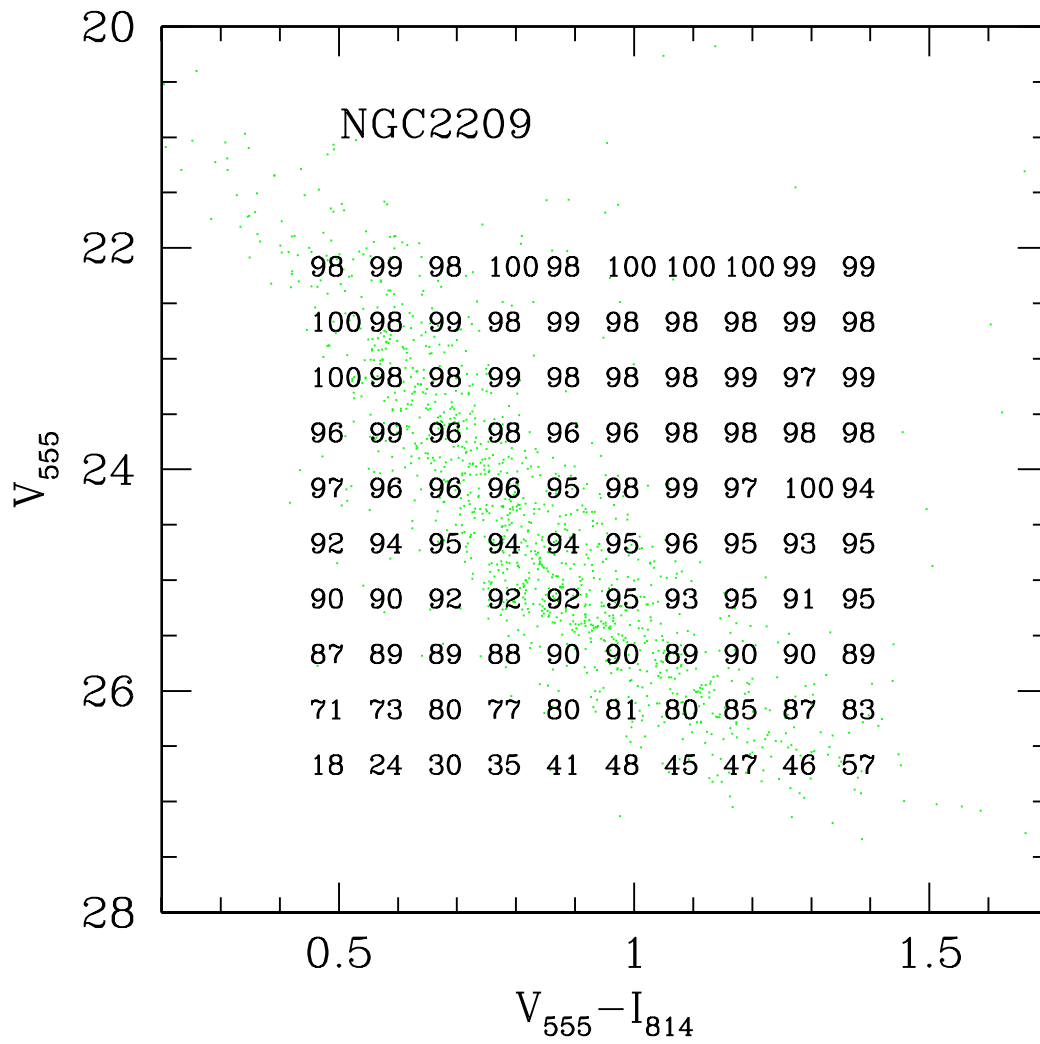


Fig. 3.5: O mesmo que mostrado na figura 3.1, mas para NGC2209.

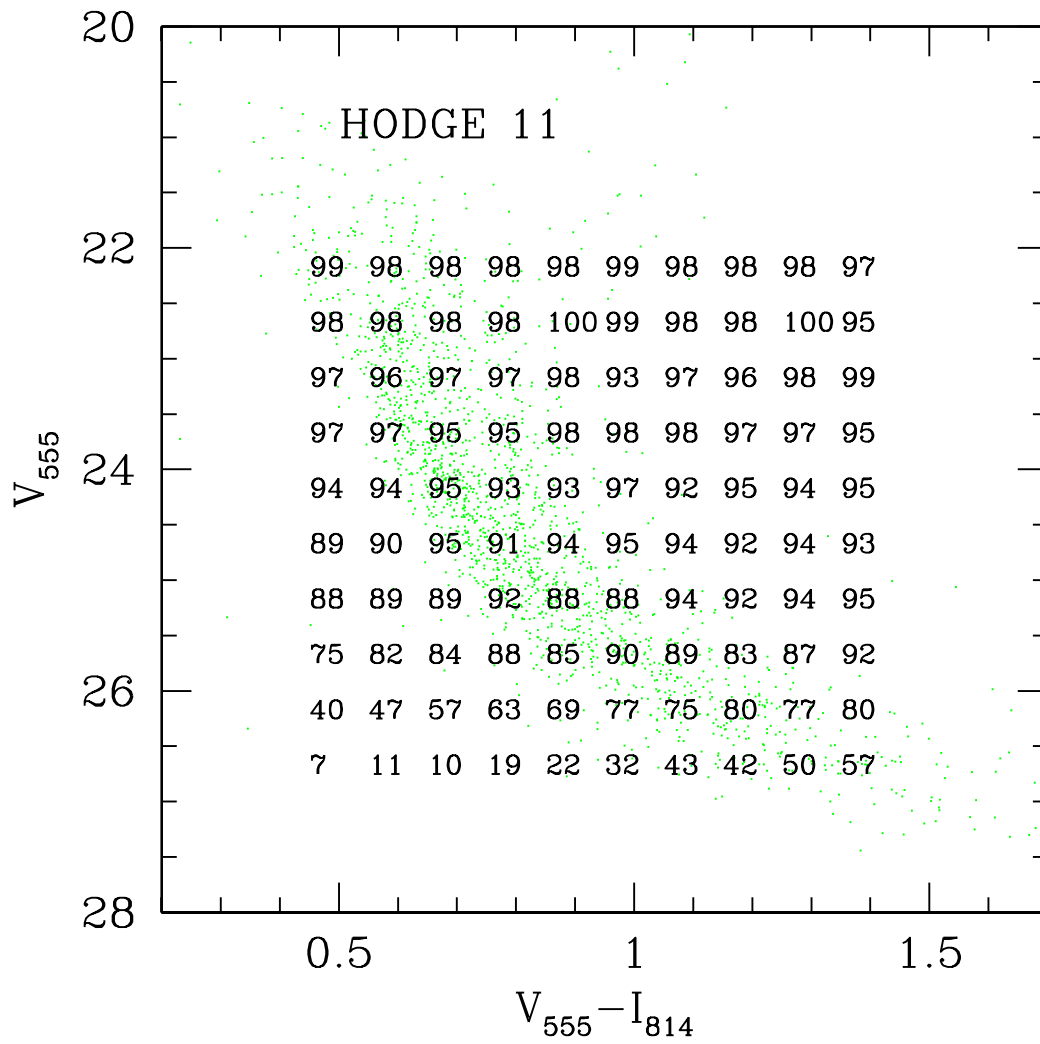


Fig. 3.6: O mesmo que mostrado na figura 3.1, mas para Hodge 11.

$C(V)$. Entretanto, o nosso processo de detecção e seleção da amostra foi realizado nas duas bandas. Logo, a função de completeza determinada depende tanto da cor V-I como da magnitude V, ou seja, $C = C(V - I, V)$. Dessa forma, temos a completeza como função da posição no CMD observado. Para cada região do CMD criamos 80 estrelas artificiais com magnitudes V definidas dentro de um intervalo de 0.5 magnitude contendo posições aleatórias. Adicionamo-nas à imagem V de interesse, submetendo-a ao mesmo processo de detecção e seleção. Buscando uma completeza que fosse função da posição no CMD, definimos uma largura de 0.1 em cor V-I e portanto, valores permitidos para as magnitudes I de uma dada caixa. Adicionamos, então, 80 estrelas artificiais à imagem I correspondente com as mesmas posições e, de forma análoga, submetemos esta imagem ao processo de detecção e seleção. A completeza foi obtida de acordo com a equação 3.1, a qual nos fornece valores entre 0.0 e 1.0 que correspondem a valores entre 0 e 100 %. Neste trabalho adotamos 240 estrelas, de forma que o denominador da equação 3.1 assumiu o valor de 240.

$$C(V - I, V) = \frac{\text{número de estrelas artificiais recuperadas em I e V}}{\text{número de estrelas adicionadas}} \quad (3.1)$$

As figuras 3.1 à 3.6 mostram os CMDs e as funções de completeza ($\times 100$) dos campos estudados. Nestas figuras, cada número expressa o valor percentual de estrelas recuperadas no processo de detecção-seleção em cada região do CMD. Os pontos são as estrelas observadas do campo. É possível notar que a função de completeza cai mais rapidamente nos campos NGC1805 (figura 3.1) e NGC1818 (figura 3.2) do que nos outros campos. Para $V \simeq 26$, NGC1805, NGC1831 e NGC1868 apresentam $C(V - I, V) \lesssim 0.67$, $C(V - I, V) \lesssim 0.82$ e $C(V - I, V) \lesssim 0.83$, respectivamente. A tabela 3.1 mostra alguns valores típicos encontrados para $V \simeq 25.5$.

Após termos obtido a função de completeza para cada campo, calculamos um peso estatístico a cada estrela observada, de acordo com esta função. O objetivo principal deste processo é recuperar a contagem de estrelas em uma dada região do CMD. Consideremos, por exemplo, uma região da figura 3.2 – NGC1818, onde temos estrelas com magnitudes entre $V = 25.5$ e $V = 26.0$ e cores V-I entre 1.0 e 1.1. Podemos perceber que a completeza

Campo	$C(V-I, V)$
NGC1805	≤ 0.85
NGC1818	≤ 0.82
NGC1831	≤ 0.90
NGC1868	≤ 0.93
NGC2209	≤ 0.95
Hodge 11	≤ 0.94

Tab. 3.1: Valores aproximados para $C(V - I, V)$, na região onde $V \simeq 25.5$

nesta região do CMD vale 0.79 ou 79%. Portanto uma estrela com estas características possui um peso igual a

$$peso = \frac{1}{C(V - I, V)} = \frac{1}{0.79} \simeq 1.266 \quad (3.2)$$

Isso significa dizer que onde detetamos apenas 10 estrelas com esta magnitude e cor deve haver em torno de 12 ou 13 estrelas, 26.6% das quais não foram incluídas na amostra. É evidente que não podemos superestimar a qualidade desta correção, de maneira que restringimos a nossa análise a $V \leq 26$. Note que este limite se refere a magnitudes instrumentais, isto é, ainda não corrigidas para os efeitos: abertura, avermelhamento e CTE.

Pode-se perceber que quanto mais tênues são as estrelas, maiores serão os pesos associados, como seria de se esperar. Este princípio é válido somente a partir de uma certa magnitude que, para o campo NGC1818 fica em torno de $V \simeq 24.5$. Para magnitudes mais brilhantes, temos flutuações aleatórias na detecção de estrelas, o que acaba refletindo na função de completeza, quando $C(V - I, V) \simeq 1.0$.

3.1 Outros métodos de determinação da completeza

Alguém pode se perguntar se o método de determinação da completeza pode ser importante a ponto de alterar os resultados. A figura 3.7 mostra duas LFs de Hodge 11, onde foram aplicadas duas correções diferentes sobre a LF observada. Nesta figura, a linha sólida mostra

a LF corrigida usando uma função de completeza dependente da posição da estrela no CMD, isto é, $C(V-I,V)$. A linha pontilhada desta mesma figura mostra mostra a LF corrigida usando uma função de completeza dependente da magnitude apenas ($C(V)$). Estas funções incluem tanto estrelas de MS, quanto do ramo de gigantes vermelhas (RGB). Como podemos observar, as LFs são muito semelhantes em todo o domínio. Um *plateau* pode ser observado em ambas LFs para $V \simeq 24$. As pequenas diferenças podem ser explicadas pelas flutuações estatísticas das funções $C(V-I,V)$ e $C(V)$.

Investigamos também o comportamento da função de completeza quando expressa em função de apenas uma magnitude (ou seja $C(I)$ ou $C(V)$). Com as medidas de $C(I)$, $C(V)$ e $C(V-I,V)$ podemos explorar o comportamento na região do CMD onde está a maior parte das estrelas, isto é, ao longo da MS. Os domínios em magnitude são os seguintes:

- para $C(I)$ $22 \leq I \leq 27$.
- para $C(V)$ $22 \leq V \leq 27$.

A figura 3.8 mostra os resultados desta análise. O painel **a** mostra $C(V-I,V)$ vs. o valor mínimo entre $C(I)$ e $C(V)$. O painel **b** mostra os mesmos pontos que **a**, mas com maior detalhe da região onde $C(V-I,V) \lesssim 1.0$. Já os painéis **c** e **d** mostram os mesmos valores para as abcissas, ou seja, $C(V-I,V)$ e nas ordenadas temos o produto $C(I) \times C(V)$. Nos painéis **e** e **f**, temos $C(I)$ vs. $C(V-I,V)$ e $C(V)$ vs. $C(V-I,V)$ respectivamente. Pelos painéis **a** e **c**, podemos observar que a melhor forma de estimar a completeza na ausência de medidas bivariadas ($C(V-I,V)$), é através do valor mínimo entre $C(I)$ e $C(V)$. Os valores de $C(I) \times C(V)$ são sistematicamente menores que $C(V-I,V)$. Este último tipo de abordagem levaria a uma superestimativa dos pesos estatística das estrelas a serem corrigidas. A adoção de uma completeza dependente da magnitude apenas ($C(I)$ ou $C(V)$) leva a uma superestimativa da completeza, ou uma subestimativa dos pesos (painéis **e** e **f**. Esta é uma maneira mais simples de estimar a completeza. Porém concluímos que $C(V-I,V)$ é a mais adequada.

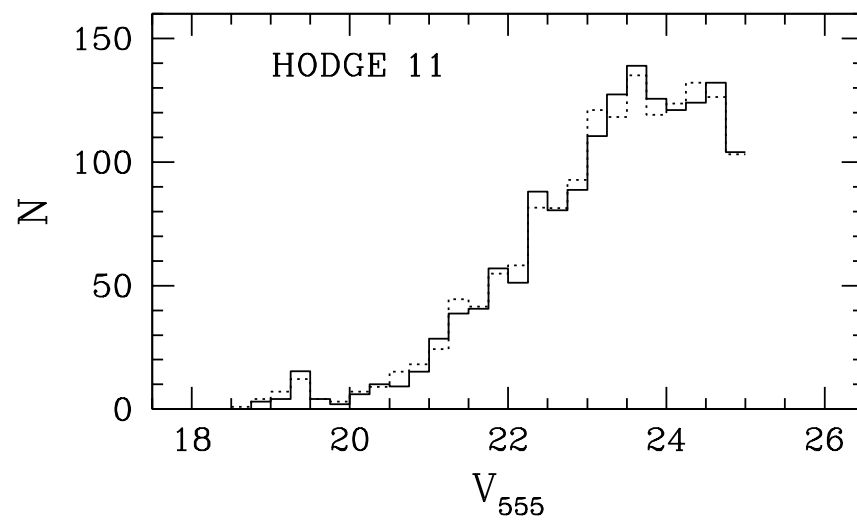


Fig. 3.7: Funções de luminosidade de Hodge 11, onde foram utilizados dois métodos diferentes para a correção para completeza: a completeza como função bivariada $C(V - I, V)$ (linha sólida) e como função da magnitude V (linha tracejada).

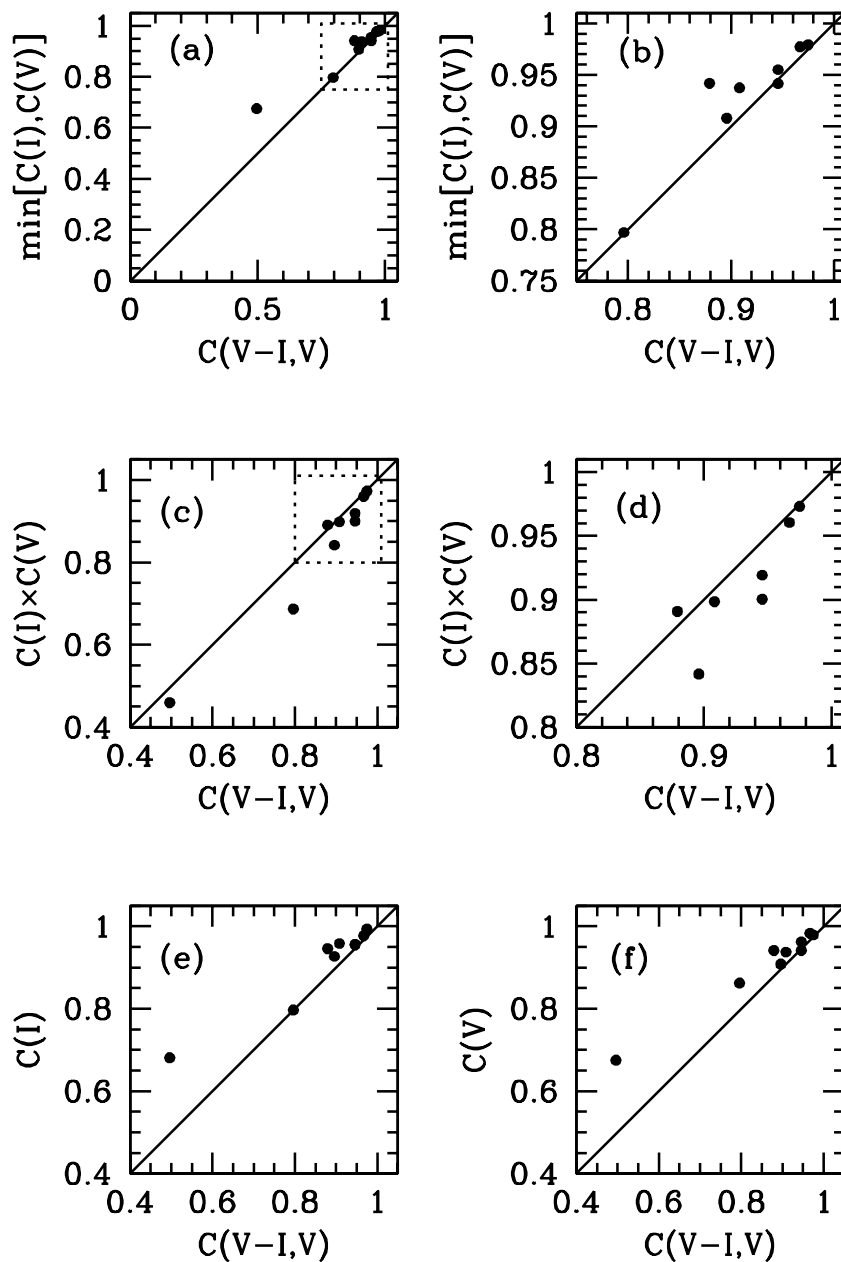


Fig. 3.8: Comparação entre as diferentes funções de completeza (Hodge 11). (a,b) $\min[C(V), C(I)]$ vs. $C(V - I, V)$. (c,d) $[C(V) \times C(I)]$ vs. $C(V - I, V)$. (e) $C(I)$ vs. $C(V - I, V)$. (f) $C(V)$ vs. $C(V - I, V)$.

Capítulo 4

CMDs e Funções de Luminosidade

4.1 Os CMDs observados

As figuras 4.1 e 4.2 mostram os CMDs observados da nossa amostra. Notamos em todos os campos, uma seqüência principal até $V \sim 26$. A magnitude de saturação para a banda V ficou em torno de 19 mag. A população mais velha pode ser localizada através do turn-off point em $V \sim 22$, com idade $\tau > 12$ Gano. Na figura 4.1 (painéis superiores), é possível observar que os campos NGC1805 e NGC1818 são os mais populosos e apresentam uma população proeminente de estrelas relativamente jovens com idades $\tau \sim 1$ Gano ($V \sim 20.0$, $V-I \simeq 0.0$), o que não se observa nos outros campos. Um clump, formado por estrelas de idade intermediária ($\tau \sim 1 - 8$ Gano ou talvez $\tau \sim 0.5 - 10$ Gano, Hatzidimitriou et al. 1989 [19]), pode ser localizado nos campos NGC1805, NGC1818 e Hodge 11 ($V \sim 19$ e $V-I \sim 1.0$) (figuras 4.1, painéis superiores e 4.2, painel inferior). Os campos menos populosos são NGC1868 e NGC2209 (figura 4.2, painéis superiores). Em todos os campos, podemos observar algumas estrelas vermelhas com cores $V-I > 1.8$, as quais são provavelmente pertencentes à nossa Galáxia.

O campo próximo a NGC1805 revela um alargamento no RGB, que é provavelmente devido à extinção variável ao longo do campo (figura 4.1, painel superior esquerdo). Os campos próximos a NGC1805 e NGC1818 (figura 4.1, painéis superiores) apresentam evidências de formação estelar recente, como ocorre nos aglomerados NGC1805 e NGC1818, os quais são jovens (Johnson et al. 2001 [27]). O excesso de estrelas nestas regiões se deve muito prova-

velmente à contaminação por estrelas da barra, formada principalmente por estrelas de idade intermediária (Elson, Gilmore & Santiago 1997 [12]). Os campos próximos a NGC1818 e Hodge 11 parecem apresentar a chamada estrutura vertical do *clump* de gigantes vermelhas (Piatti et al. 1999 [36]). Os CMDs mostrados nas figuras 4.1 e 4.2 não incorporam a correção para a completude fotométrica.

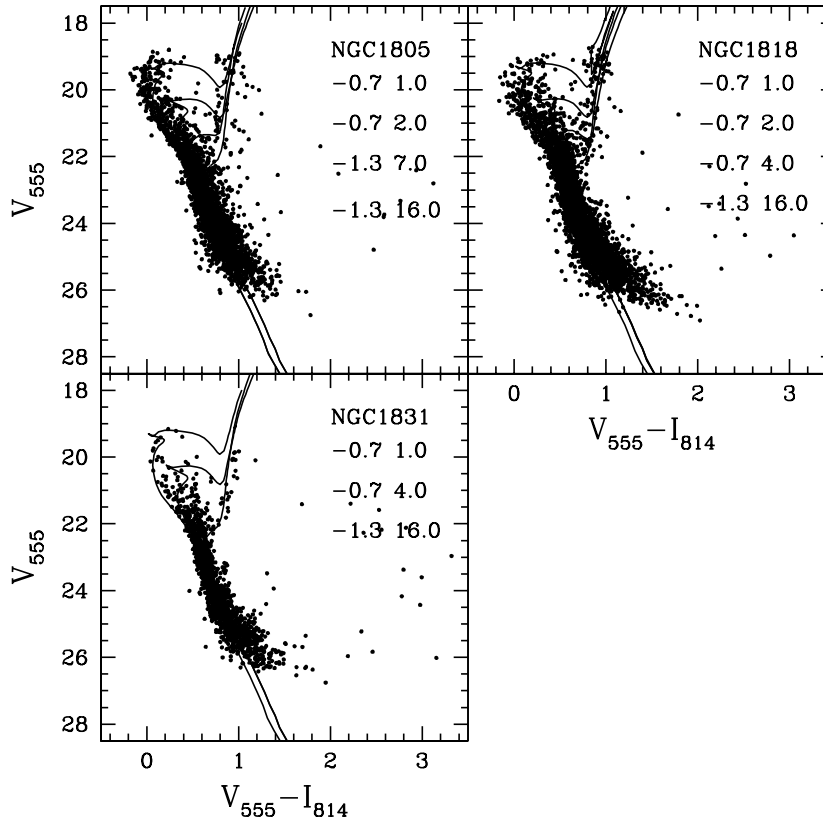


Fig. 4.1: CMDs observados dos campos NGC1805, NGC1868 e NGC1831. Em cada painel, estão sobrepostas isócronas de Pádova com índices de $[Fe/H]$ e idades em Gano.

Ajustamos isócronas de Pádova aos dados observados (figuras 4.1 e 4.2), cujas metalicidades estão no intervalo $0.001 < Z < 0.004$ ou $-1.3 < [Fe/H] < -0.7$ e idades $\tau \lesssim 16$ Giga anos (Gano) (Bertelli et al. 1994 [3], Girardi et al. 2000 [18]). Na seção 4.2 mostramos as LFs corrigidas para a completude e na seção 4.3 descrevemos o processo de incorporação desta correção para a obtenção dos CMDs corrigidos.

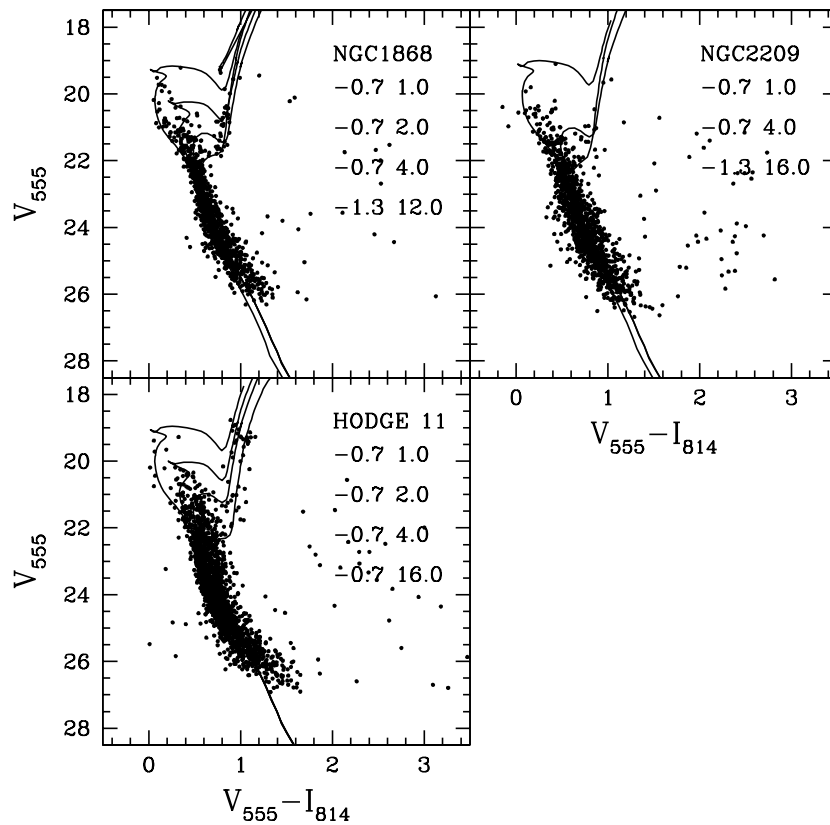


Fig. 4.2: Como mostrado na figura 4.1, porém para os campos HODGE 11, NGC1818 e NGC2209.

4.2 As funções de luminosidade

Nas figuras 4.3 e 4.4 são mostradas as LFs observadas (linhas sólidas) e as LFs corrigidas para completeza fotométrica (linhas pontilhadas). Em todos os painéis as LFs são mostradas como número de estrelas, tanto da MS quanto do RGB, por intervalo de magnitude. Em geral, as correções para completeza, até os limites de magnitude mostrados, são pequenas. As LFs de NGC1805 e NGC1818 (4.3, painéis superiores) apresentam uma queda mais acentuada para $V \sim 24$, possivelmente consequência da maior densidade destes campos. Na figura 4.3 podemos notar que a diferença básica entre a LF de NGC1831 (painel inferior) e as LFs dos outros dois campos é a densidade de estrelas. A figura 4.4 mostra as LFs corrigidas para os campos próximos a NGC1868, NGC2209 e Hodge 11. Para estes cam-

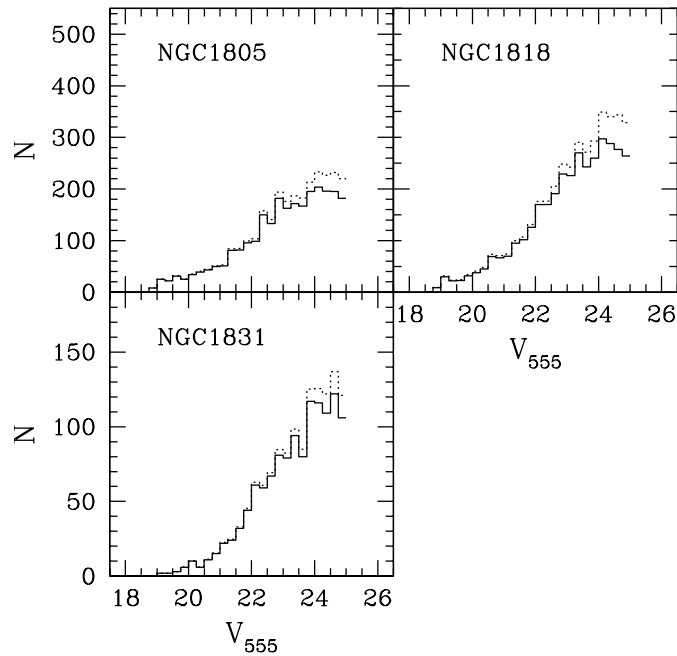


Fig. 4.3: LFs dos campos NGC1805, NGC1818 e NGC1831. São mostradas as LFs observadas (linhas sólidas), bem como as LFs corrigidas para completeza fotométrica (linhas pontilhadas).

pos, as correções foram menos significativas. As LFs de NGC1868 e Hodge 11 apresentam um máximo em torno de $V \sim 23.5$, seguido de um aparente *plateau*, o que não é observado nas demais. Isto poderia ser explicado por variações nas funções de massa inicial ou na distribuição de metalicidades de um campo para outro. A figura 4.5 compara as LFs corrigidas para completeza entre os diferentes campos. As LFs são normalizadas para o número total de estrelas de forma que sua área sobre todo o intervalo de magnitude V_{555} é igual a 1. Observa-se novamente que os campos NGC1805 e NGC1818 mostram um excesso de estrelas luminosas relativamente aos demais, o que se reflete numa menor inclinação de suas LFs. Entre os demais campos, as LFs são muito semelhantes.

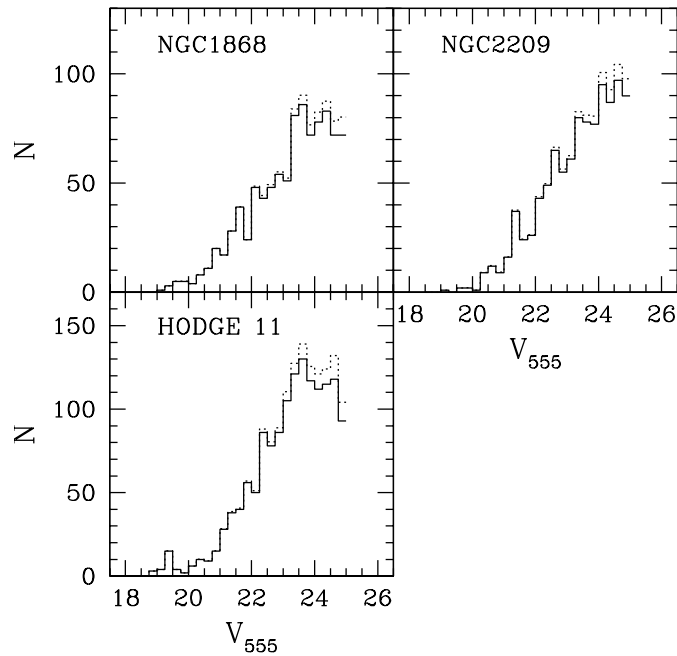


Fig. 4.4: LFs dos campos NGC1868, NGC2209 e Hodge 11. Como na figura 4.3, temos LFs observadas (linhas sólidas), bem como as LFs corrigidas para completeza fotométrica (linhas pontilhadas).

4.3 Os CMDs corrigidos

Nesta seção, descrevemos a aplicação das correções da completeza sobre os CMDs. A obtenção dos CMDs corrigidos foi feita pela adição de estrelas artificiais. Primeiramente definimos uma linha fiducial, que representa a região na qual as estrelas se distribuiriam, não fosse o espalhamento causado pelas incertezas fotométricas. Para a MS, a linha fiducial resultou dos valores médios em cor para intervalos de 0.25 magnitude. Para cada estrela observada, foi identificado o ponto da linha fiducial mais próximo. Foram então adicionadas estrelas artificiais em número proporcional ao peso estatístico da estrela observada, espalhando-as de acordo com uma distribuição gaussiana de erros fotométricos, com dispersão igual ao erro fotométrico medido via PHOT/IRAF. Para as estrelas evoluídas, tivemos dificuldades em definir linhas fiduciais, em função do menor número de pontos observados. Para elas as

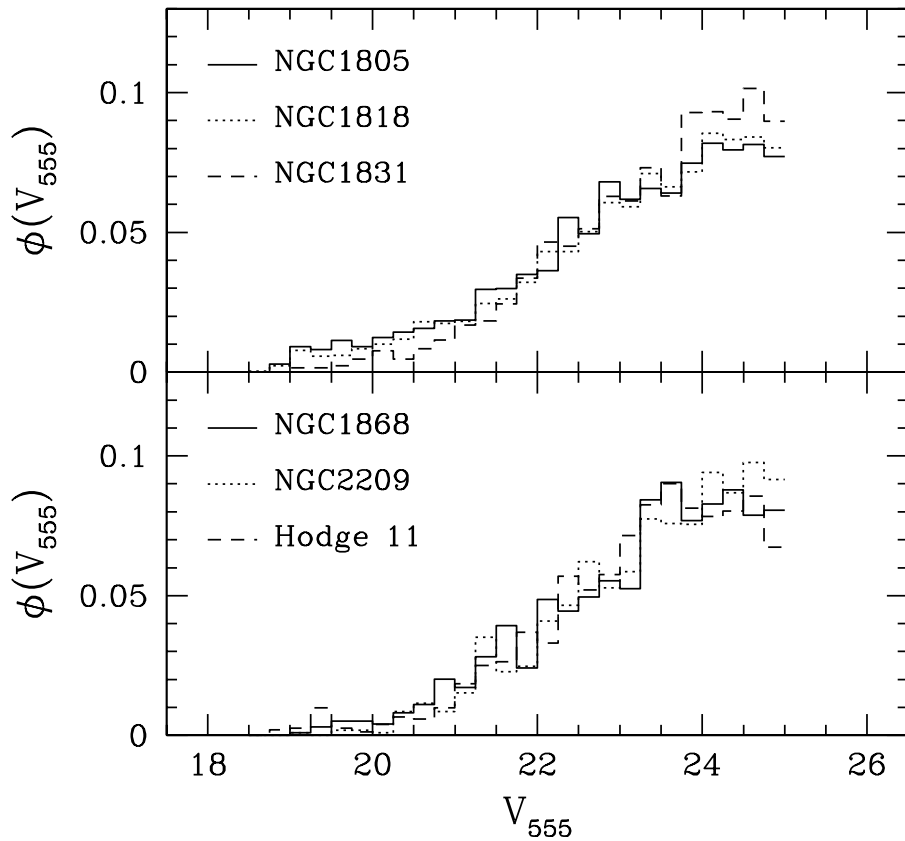


Fig. 4.5: LFs dos campos por nós analisados. O painel superior mostra as LFs dos campos próximos a NGC1805, NGC1818 e NGC1831. O painel inferior mostra as LFs dos campos próximos a NGC1868, NGC2209 e Hodge 11. Todas as LFs foram corrigidas para a completeza.

correções para completeza são menores, assim como os erros fotométricos. Em consequência, não efetuamos espalhamento algum, apenas adicionando estrelas idênticas.

As figuras 4.6 e 4.7 mostram os CMDs corrigidos para a completeza fotométrica. Como se espera, os CMDs apresentam as mesmas características dos CMDs observados. Em cada painel são mostradas também as linhas fiduciais a partir das quais foram espalhadas as estrelas artificiais. Os CMDs da nossa amostra são muito semelhantes àqueles mostrados em Castro et al. 2001 [9]. Os campos próximos a NGC1805 e NGC1818 também revelam

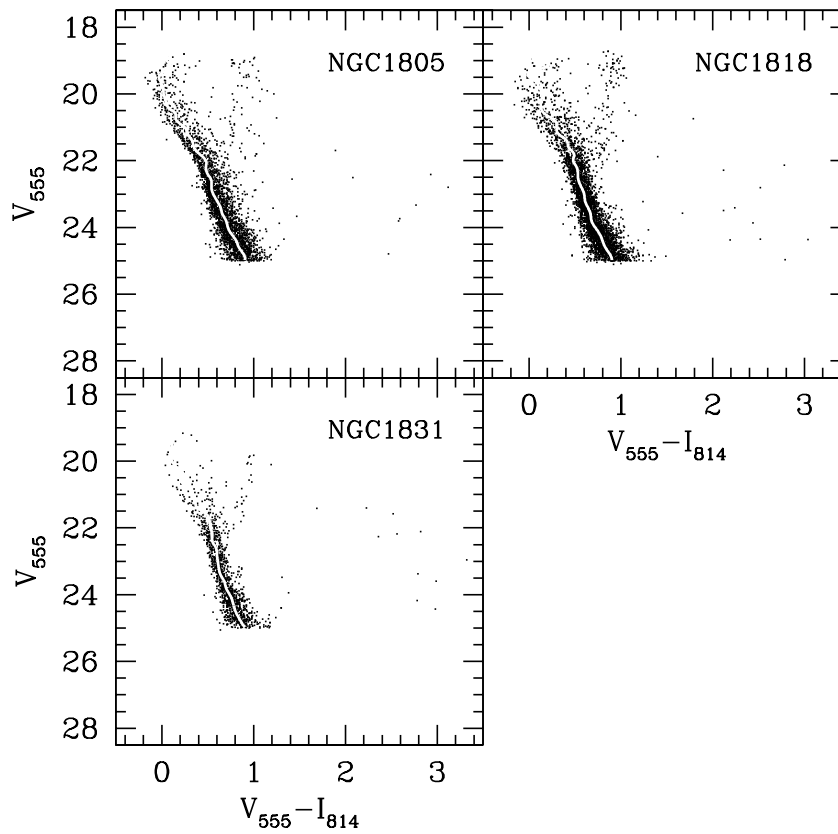


Fig. 4.6: CMDs corrigidos dos campos NGC1805, NGC1818 e NGC1831. Em cada painel, está sobreposta a linha fiducial que define a MS.

evidências de formação estelar recente. Segundo os autores, é notada a presença de um *clump* nos campos próximos a N1818, NGC1831, NGC1868 e Hodge 11. O capítulo 5 mostra uma comparação mais detalhada entre as duas amostras, através de LFs e CMDs visando a composição de ambas em uma única amostra.

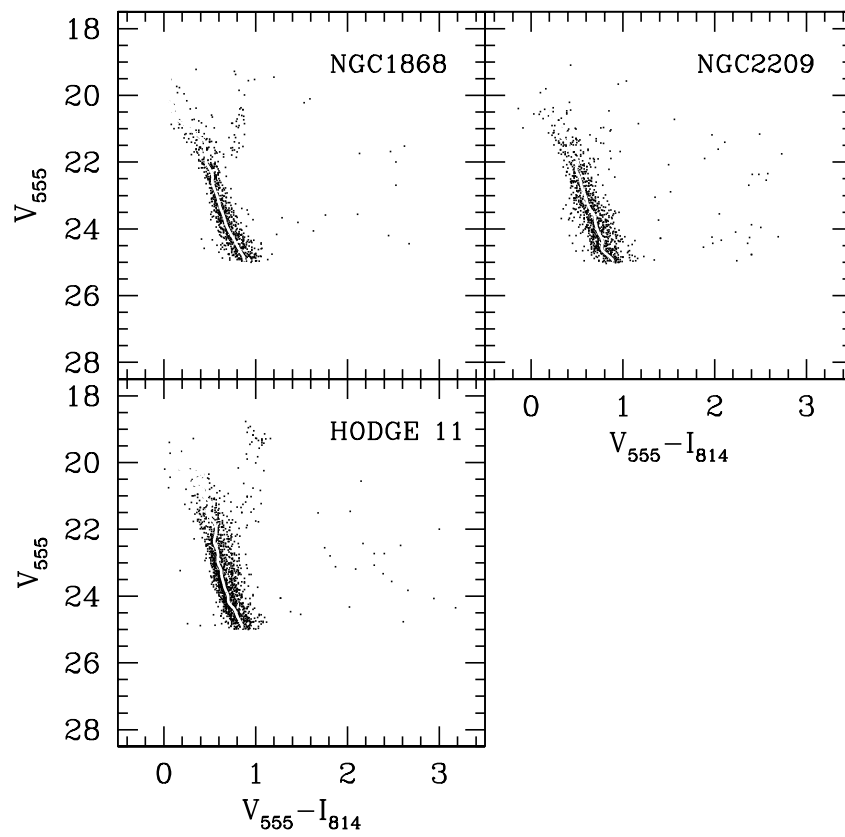


Fig. 4.7: CMDs corrigidos dos campos NGC1868, NGC2209 e Hodge 11. Em cada painel, está sobreposta a linha fiducial que define a MS.

Capítulo 5

Composição com Amostras Anteriores

Campo	$\alpha(2000)$	$\delta(2000)$	Dist. ang. ($^{\circ}$)	Data
NGC1805-2	5 01 28	-66 01 43	4.3	08/12/97
NGC1818-2	5 03 24	-66 20 42	3.9	11/12/97
NGC1831-2	5 05 34	-64 49 17	5.2	18/12/97
NGC1868-2	5 15 31	-63 53 07	5.9	23/03/98
NGC2209-2	6 09 58	-73 45 40	5.4	31/03/98
Hodge 11-2	6 15 43	-69 48 18	4.5	20/04/98

Tab. 5.1: Localização dos campos estudados por Castro 2001 [9]. As colunas mostram, respectivamente, o nome do campo, sua ascensão reta, declinação, o ângulo entre o centro da LMC e o campo, e as datas das observações. Novamente, a identificação de cada campo é feita pelo aglomerado ao qual foi observado em paralelo.

Durante o mestrado foram reduzidos os dados de 6 campos, cujas características principais são mostradas no capítulo 2. No capítulo 4 mostramos as LFs e os CMDs dos campos por nós analisados. No trabalho realizado por Castro et al. 2001 [9] foram analisados outros 7 campos (tabela 5.1), onde foram ajustadas isócronas de Pádova e estudadas as funções de luminosidade. Aos campos de Castro et al. 2001 [9] nos referiremos usando novamente o aglomerado mais próximo adicionado de um sufixo “-2”, tal como indicado nas tabelas 5.1 e 5.2. Nessas tabelas mostramos também as coordenadas equatoriais do centro dos campos, as distâncias ao centro da LMC, as datas de observação, os tempos de exposição totais e os

Campo	t_I	t_V	m-M
NGC1805-2	800	1200	18.59
NGC1818-2	800	1200	18.58
NGC1831-2	800	1200	18.58
NGC1868-2	800	1200	18.55
NGC2209-2	800	1200	18.39
Hodge 11-2	800	1200	18.34

Tab. 5.2: Características dos campos estudados por Castro 2001 [9]. As colunas mostram, respectivamente, o nome do campo, os tempos de exposição totais em I e V, além do módulo de distância utilizado.

valores dos módulos de distância adotados para os campos.

Uma comparação prévia mostrou semelhanças entre os dados. A proximidade entre os campos nos levou a combinar as amostras presentes com as de Castro et al. 2001 [9]. Para isso, foi necessário localizar com precisão no céu, tanto os campos deste trabalho, quanto os de Castro et al. 2001 [9]. O primeiro passo foi a realização da Astrometria para todas as estrelas.

5.1 Astrometria

A distribuição das estrelas das amostras supracitadas no plano do céu pode ser observada nas figuras 5.1 à 5.3, nas quais temos, em pontos azuis, a distribuição da amostra de estrelas estudada por Castro et al. 2001 [9], enquanto que, em pontos pretos, são mostradas as estrelas da nossa amostra. É possível notar que Castro et al. 2001 [9] incluíram na sua amostra os dados da PC, contrariamente ao que foi realizado por nós, que utilizamos somente das 3 WF. As coordenadas equatoriais das estrelas foram obtidas a partir das coordenadas x e y no plano do CCD, usando a tarefa METRIC/IRAF. Encontramos superposição para dois campos: entre os campos NGC1805 e NGC1805-2 e entre os campos NGC1831 e NGC1831-

2. Para estes casos, definimos uma região em comum, identificando as estrelas da amostra de Castro et al. 2001 [9] situadas dentro dos limites dos chips WF. Dentro dessa região, utilizamos as estrelas da nossa amostra, fato este justificado pela maior profundidade das nossas imagens. Portanto, para eliminar as estrelas de Castro et al. 2001 [9] situadas dentro da região em comum, realizamos um cruzamento das estrelas de ambas as amostras com base nas suas coordenadas equatoriais. Esta tarefa foi dificultada pelo fato de que as soluções astrométricas de METRIC/IRAF para os dois campos não são idênticas. O processo, então consistiu em determinar visualmente qual o *offset* entre as posições das estrelas mais brilhantes ($V \leq 21.5$) e, a seguir, modificar as posições das estrelas de uma das amostras no sentido de fazê-las coincidir com as estrelas da outra amostra. Este processo foi iterativo, no qual buscamos o valor de *offset* que maximizasse o número de coincidências dentro de um limite de tolerância também variável. Para cada valor de *offset* tentado, nos perguntamos qual seria o número de coincidências nas posições, dada uma tolerância inicial da ordem de 3×10^{-5} graus $\simeq 0.11''$. Realizamos um processo de refinamento, buscando melhorar a precisão, procurando o maior número possível de coincidências nas posições. A precisão alcançada para o *offset* foi da ordem de 10^{-5} graus $\simeq 0.04''$.

A figura 5.6 mostra o resultado da exclusão das estrelas da amostra de Castro et al. 2001 [9] localizadas na região em comum entre as amostras.

5.2 Comparação entre as LFs

Para assegurar a compatibilidade entre os dados, comparamos as LFs (figuras 5.4 e 5.5). Podemos notar uma considerável semelhança entre a maioria das LFs mostradas, corrigidas para completeza ou não. Em geral, as pequenas diferenças se encontram dentro do ruído poissônico. Contudo, encontramos uma deficiência de estrelas de baixa luminosidade nas nossas LFs observadas de NGC1805 e NGC1868. Já a LF observada do campo próximo a Hodge 11 apresenta forma distinta da LF de Castro et al. 2001 [9]. Neste caso, na nossa LF é possível notar um *plateau* para $V \geq 23.5$, o que não ocorre com a LF observada de

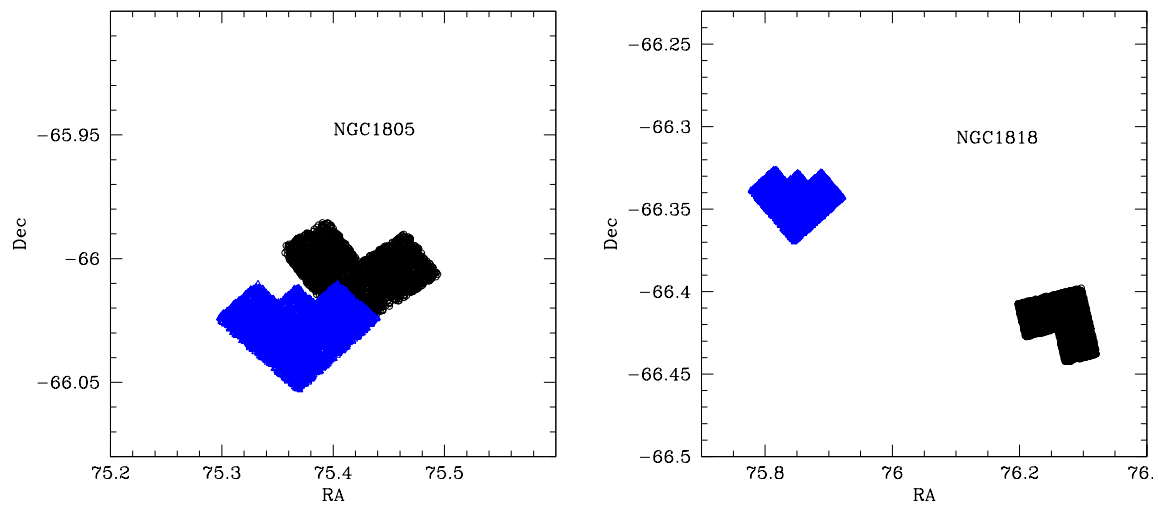


Fig. 5.1: Distribuição das estrelas dos campos NGC1805, NGC1818 (pontos pretos), NGC1805-2 e NGC1818-2 (pontos azuis) no plano do céu.

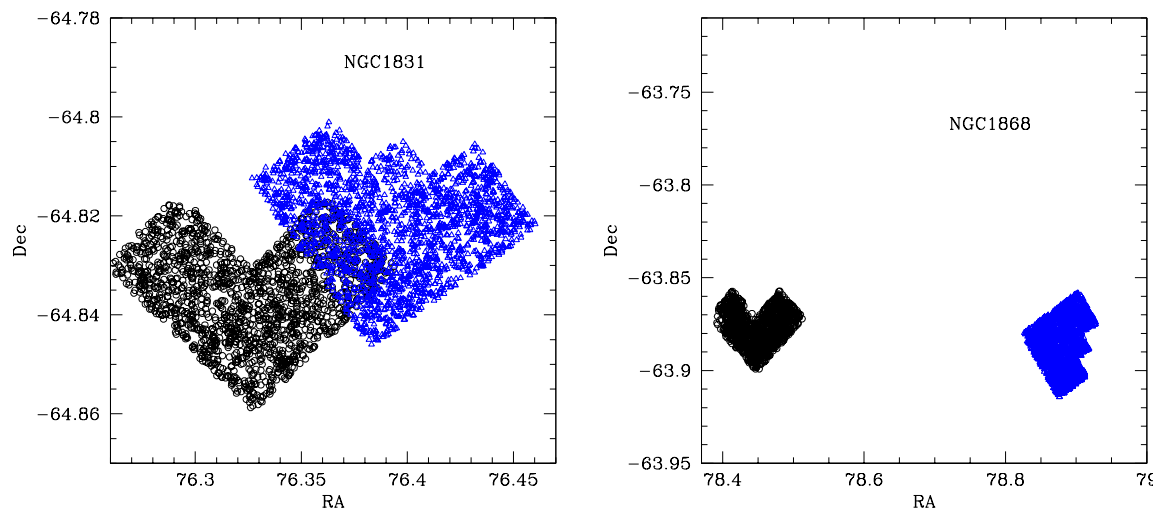


Fig. 5.2: Distribuição das estrelas dos campos NGC1831, NGC1868 (pontos pretos), NGC1831-2 e NGC1805-2 (pontos azuis) no plano do céu.

Castro et al. 2001 [9]. Nos dois últimos casos, as discrepâncias permanecem mesmo após a nossa correção para completeza. No caso do campo próximo a NGC1818, observamos que a correção para completeza originou uma diferença sistemática entre as LFs no sentido de

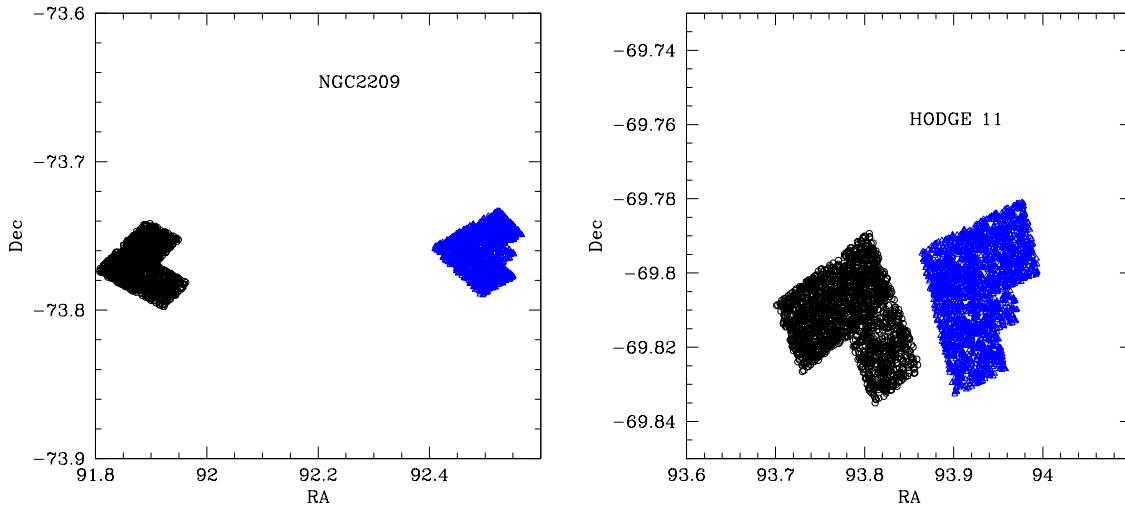


Fig. 5.3: Distribuição das estrelas dos campos NGC2209, Hodge 11 (pontos pretos), NGC2209-2 e Hodge 11-2 (pontos azuis) no plano do céu.

termos uma deficiência de estrelas de Castro et al. 2001 [9] no domínio $V \geq 24$.

Estas diferenças podem ser explicadas por dois fatores:

1. A forma como foram tratadas as amostras; os dados de Castro et al. 2001 [9] não foram corrigidos para a completeza. Além disso a eliminação de objetos não estelares se deu de forma visual. O nosso processo de correção para completeza é descrito e analisado no capítulo 3, tendo sido aplicados cortes aos parâmetros de saída dos ajustes a uma PSF para a seleção da amostra. Devido à necessidade de evitar a contaminação por objetos não estelares, nosso corte para a seleção da amostra de estrelas foi conservador, o que pode ter levado a uma perda acentuada de estrelas tênues ($V_{555} = V \simeq 24.5$) em algumas LFs observadas, comparativamente às LFs de Castro et al. 2001 [9] (exemplos: NGC1805 e NGC1818).
2. Em outros casos, podem existir diferenças reais nas estrelas da amostra de Castro et al. 2001 [9] no que diz respeito, por exemplo, à função de massa inicial e binarismo não resolvido. Neste caso, as correções para completeza não compatilizam as LFs de nossa amostra com as de Castro et al. 2001 [9] (exemplos: NGC1868 e Hodge 11).

Este último argumento para as diferenças encontradas nas LFs é menos provável dada a proximidade na localização dos campos.

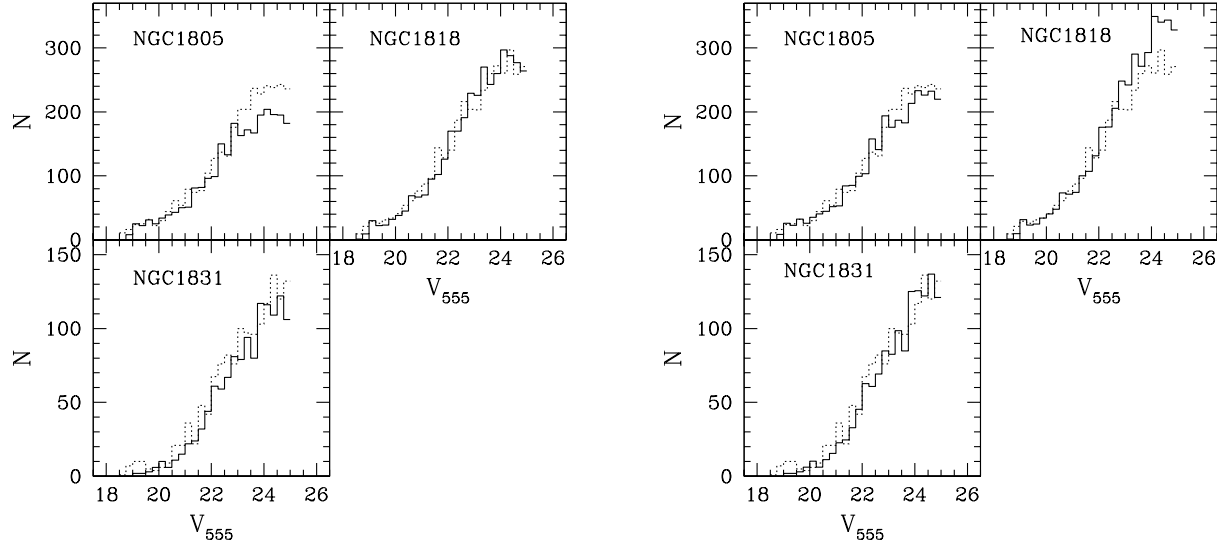


Fig. 5.4: LFs dos campos NGC1868, NGC2209 e HODGE 11. As linhas sólidas mostram os nossos dados, e em linhas pontilhadas temos os dados de Castro et al. 2001 [9]. Nos 3 painéis à esquerda, temos as LFs observadas, enquanto nos 3 painéis à direita são mostradas as LFs corrigidas para completeza fotométrica.

5.3 CMDs da amostra composta

Realizamos a composição das amostras, de maneira a aumentar o número de pontos nos CMDs e melhor amostrar suas regiões. As diferenças no domínio de magnitudes devem ser levadas em conta, bem como os efeitos de seleção amostral e variações na fotometria. Os campos de Castro et al. 2001 [9] cobrem um domínio levemente mais brilhante de magnitudes. Em virtude disto, optamos pela seguinte sistemática:

- utilizar somente as estrelas de Castro et al. 2001 [9] na região mais brilhante dos CMDs ($V \leq 19.5$), duplicando o peso estatístico destas estrelas para compensar pelo menor ângulo sólido correspondente a uma única amostra;

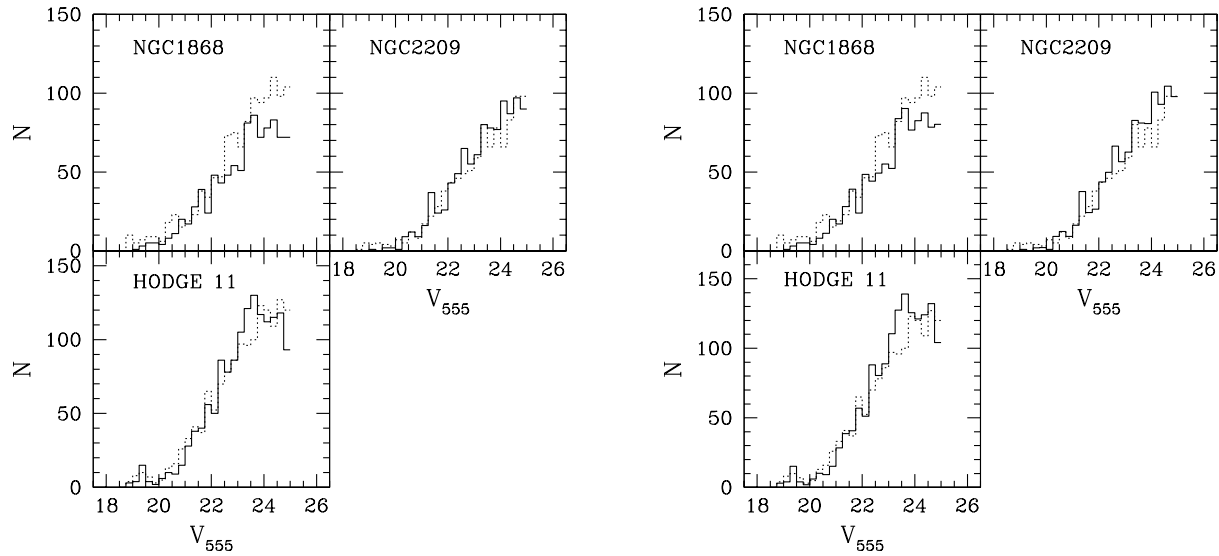


Fig. 5.5: LFs dos campos NGC1868, NGC2209 e HODGE 11. As linhas sólidas mostram os nossos dados, e em linhas pontilhadas temos os dados de Castro et al. 2001 [9]. Nos 3 painéis à esquerda, temos as LFs observadas, enquanto nos 3 painéis à direita são mostradas as LFs corrigidas para completeza fotométrica.

- utilizar somente as estrelas da nossa amostra na região mais tênue dos CMDs ($V \geq 23.5$), duplicando de forma análoga o peso estatístico das estrelas em questão;
- utilizar ambas as amostras na região intermediária dos CMDs ($19.5 < V < 23.5$), mantendo os pesos estatísticos;

Os pesos estatísticos aqui mencionados são aqueles obtidos com a correção para a completeza (ver capítulo 3). Entretanto, os dados de Castro et al. [9] não foram corrigidos para a completeza, levando-nos a atribuir um peso inicial de 1.0 para as estrelas, que para a região do topo do CMD passou a ser 2.0.

Além disto, colocamos as duas amostras no mesmo sistema fotométrico, o que representou adotar o seguinte procedimento para cada campo:

1. definimos linhas fiduciais para ambas as amostras, obtendo o valor médio em cor para intervalos de 0.25 magnitude na MS, analogamente ao procedimento descrito no

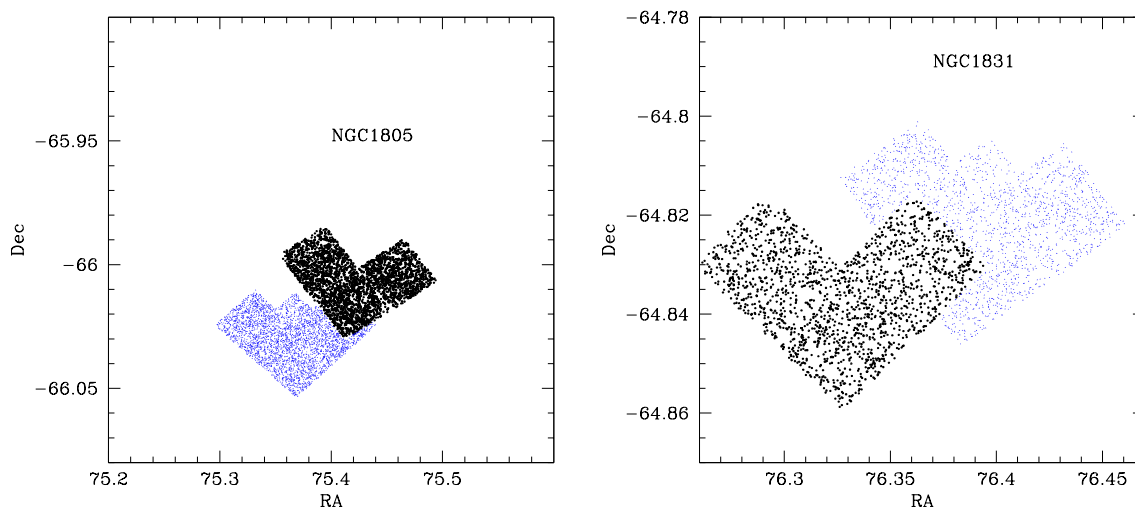


Fig. 5.6: Distribuição das estrelas dos campos NGC1805 e NGC1831 (pontos pretos) e NGC1805-2 e NGC1831-2 (pontos azuis) no plano do céu, excluídas as estrelas localizadas nas áreas em com os campos NGC1805 e NGC1831.

capítulo 4.;

2. modificamos as magnitudes I da amostra de Castro et al. 2001 [9] de forma a compatibilizar as cores das linhas fiduciais, mantendo as magnitudes V inalteradas.
3. para o RGB definimos um único valor médio em cor para cada amostra e modificamos as magnitudes I da amostra de Castro et al. 2001 [9], como o mesmo objetivo que o do item anterior.

As figuras 5.7 e 5.8 mostram os CMDs das duas amostras, bem como os CMDs finais. Nesta figura cada linha mostra os CMDs de cada campo: na primeira coluna temos os CMDs da nossa amostra, na segunda os CMDs de Castro et al. 2001 [9], na terceira coluna os CMDs compostos sem correções e na quarta coluna temos os CMDs finais corrigidos para a completeza. Nesta última coluna, temos as linhas fiduciais originais (da nossa amostra em vermelho e em azul da amostra de Castro et al. 2001 [9]) sobrepostas aos CMDs.

Os CMDs finais mostrados na coluna mais à direita não apresentam artificialidades que poderiam ser resultantes do processo de composição das amostras. Ou seja, permanecem evidenciadas as mesmas características descritas no começo do capítulo 4.

A tabela 5.3 mostra o número de estrelas por campo da nossa amostra já corrigida para completude (coluna 2), bem como o número de estrelas da amostra composta (coluna 3).

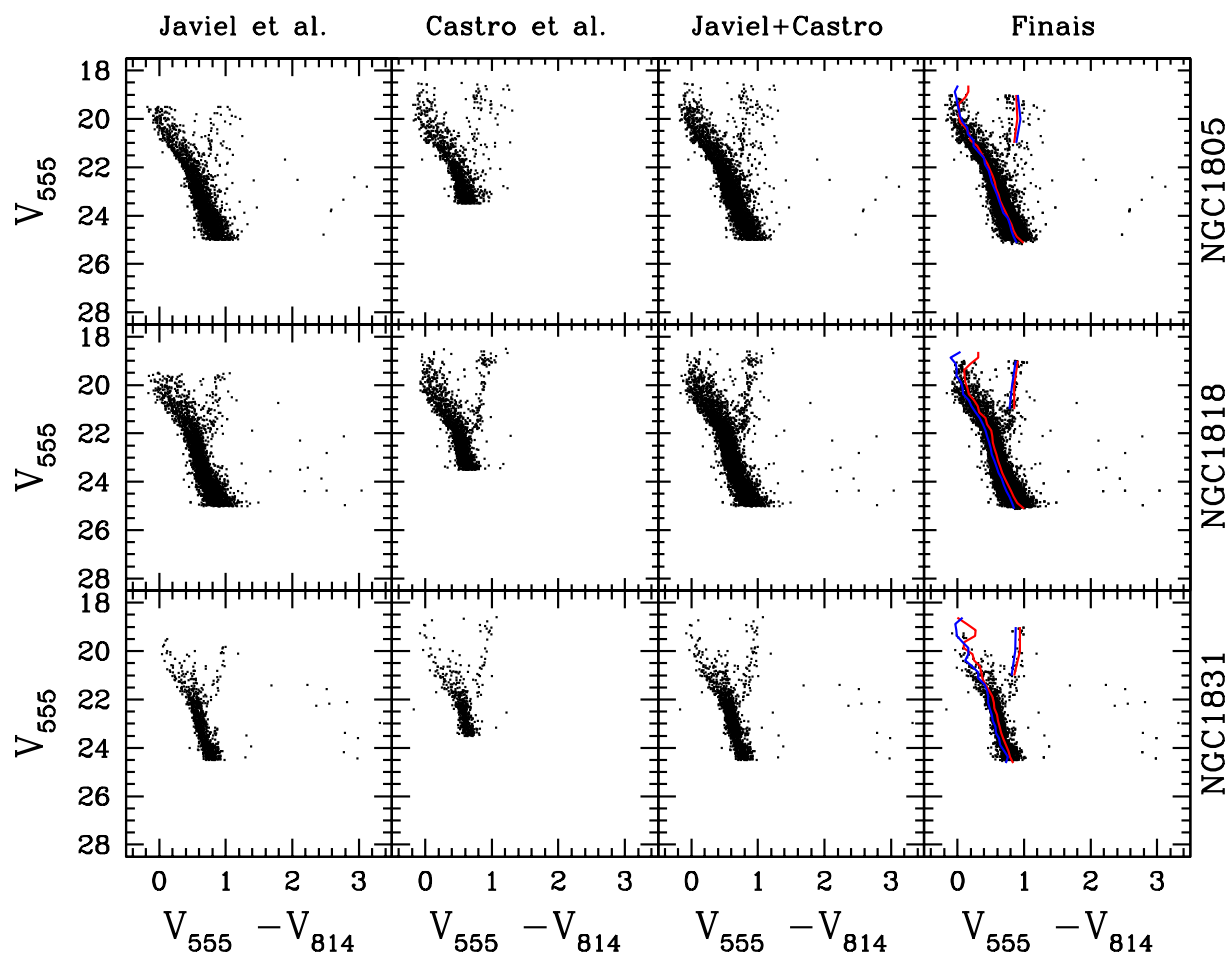


Fig. 5.7: CMDs dos campos NGC1805, NGC1818 e NGC1831, contendo estrelas das duas amostras citadas. Nas primeiras duas colunas temos os dados da nossa amostra e da amostra de Castro et al. 2001 [9], respectivamente. A terceira coluna mostra o resultado da composição das duas amostras sem a compatibilização dos sistemas fotométricos. Na última coluna temos os CMDs finais.

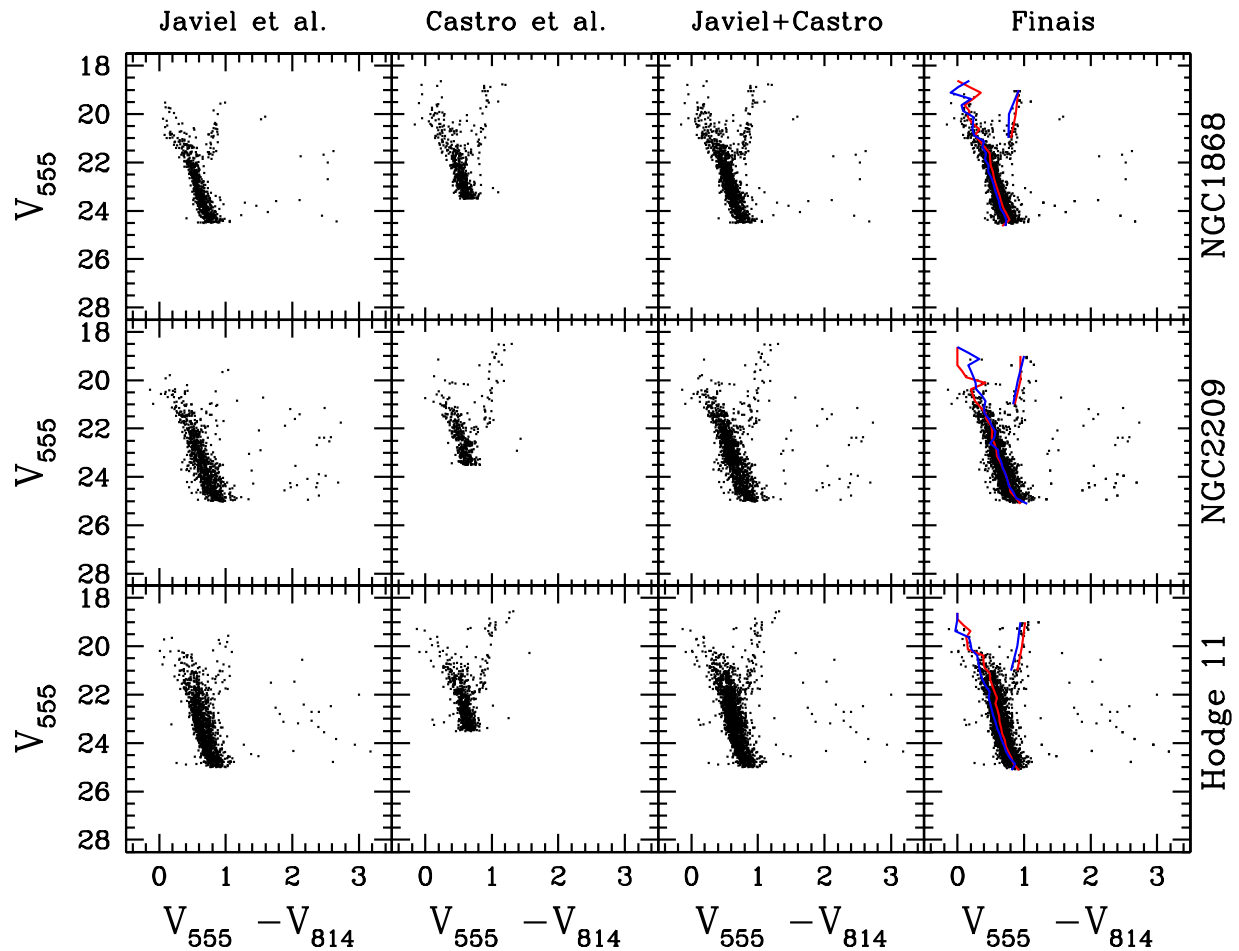


Fig. 5.8: CMDs dos campos NGC1868, NGC2209 e Hodge 11, contendo estrelas das duas amostras citadas. Nas primeiras duas colunas temos os dados da nossa amostra e da amostra de Castro et al. 2001 [9], respectivamente. A terceira coluna mostra o resultado da composição das duas amostras sem a compatibilização dos sistemas fotométricos. Na última coluna temos os CMDs finais.

Campo	Estrelas da nossa amostra	Estrelas da amostra composta
NGC1805	2850	5400
NGC1818	4090	7919
NGC1831	1348	2127
NGC1868	996	1748
NGC2209	1069	2078
Hodge 11	1544	2967

Tab. 5.3: Número de estrelas da nossa amostra e da amostra composta. Os valores foram corrigidos para a completeza fotométrica.

Capítulo 6

Análise e Modelamento de CMDs

6.1 Reconstrução do histórico de formação estelar

Como já mencionado nas seções anteriores, o CMD traz muita informação sobre a formação estelar. Através da análise de CMDs podemos recuperar o SFH. Para isso, são necessárias as seguintes informações:

- um histórico de formação estelar, que se traduz em taxas de formação estelar (SFRs) ao longo do tempo;
- uma IMF;
- um conjunto de traços evolutivos e/ou isócronas teóricas; no nosso caso adotamos isócronas de Pádova (Girardi et al. 2000 [18]);
- um modelo de evolução química;
- fração de binárias não resolvidas;
- valores para a extinção e módulo de distância;
- limites observacionais – magnitudes de detecção e saturação;
- modelo de erros fotométricos.

No presente trabalho, adotamos comparações entre CMDs observados e artificiais como forma de recuperar o SFH das estrelas de campo da LMC.

Existem algumas hipóteses iniciais adotadas. São elas:

- profundidade desprezível ao longo da linha de visada (o que permite a adoção de um único valor de $m - M$ por CMD);
- extinção diferencial desprezível dentro de cada campo (o que permite a adoção de um único $E(B-V)$);
- distribuição gaussiana de erros fotométricos com dispersões retiradas de um modelo para incertezas fotométricas (PHOT/IRAF).

Além disso, existem algumas dificuldades inerentes ao processo de geração de CMDs artificiais:

- incertezas nos modelos de evolução e isócronas (Bruzual 1999 [5]);
- possibilidade de variação da IMF ao longo do tempo;
- incertezas quanto ao modelo de evolução química.

6.2 CMDs simulados

O número de estrelas formadas $dN(\tau)$ num intervalo $(\tau - \frac{d\tau}{2}, \tau + \frac{d\tau}{2})$ e função de massa $\varphi(m)$ é dado por:

$$dN(\tau) = SFR(\tau) \int_0^{\infty} \varphi(m) dm d\tau \quad (6.1)$$

A função $SFR(\tau)$ introduz a informação sobre as taxas de formação estelar ao longo do tempo, que corresponde ao histórico de formação estelar. Quando se deseja levar em conta apenas as estrelas que se espera observar, os limites em massa mudam:

$$dN(\tau) = SFR(\tau) \int_{m_{min}(\tau)}^{m_{max}(\tau)} \varphi(m) dm d\tau \quad (6.2)$$

onde $m_{min}(\tau)$ e $m_{max}(\tau)$ dependem da idade, bem como dos limites de corte em magnitude absoluta dos CMDs observados.

A transformação de magnitudes absolutas para aparentes inclui a adoção de um módulo de distância e de um avermelhamento. Para um intervalo finito de tempo, o número de estrelas que se espera observar de acordo com um CMD teórico será dado por:

$$N(\tau_1 \leq \tau \leq \tau_2) = \int_{\tau_1}^{\tau_2} SFR(\tau) \int_{m_{min}(\tau)}^{m_{max}(\tau)} \varphi(m) dm d\tau \quad (6.3)$$

Na prática, fazemos uso das isócronas, que são o conjuntos de posições das estrelas com uma idade e composição fixas ao longo do CMD. Para obter um CMD teórico composto por várias populações, de idades e metalicidades variadas, devemos somar as contribuições discretas de cada isócrona. Neste caso, cada isócrona estará associada a um pequeno intervalo de tempo (τ_1, τ_2) que a separa das suas “vizinhas”. Assim, o número total de estrelas geradas em um CMD teórico, usando uma grade de n isócronas será N_{tot} , como mostra a expressão 6.4:

$$N_{tot} = \sum_i^n N_{teo,i}(\tau_1, \tau_2) \quad (6.4)$$

onde cada isócrona contribui com $N_{teo,i}$, mostrado na equação 6.5:

$$N_{teo,i}(\tau_1, \tau_2) = C \int_{\tau_1}^{\tau_2} SFR(\tau) \int_{m_{min}(\tau)}^{m_{max}(\tau)} \varphi(m) dm d\tau \quad (6.5)$$

A constante C é uma constante de normalização, utilizada para gerar um número escolhido de estrelas a serem criadas com cada isócrona. Os limites em massa foram obtidos através dos limites observacionais, dados pelas magnitudes de detecção e saturação. Os limites em idade foram definidos pelo conjunto de isócronas disponíveis (Girardi et al. 2000 [18]).

Utilizamos a seguinte lei de enriquecimento químico: $Z=0.008$ para $\tau \lesssim 2$ Gano, $Z=0.004$ para $2.13 \lesssim \tau \lesssim 7$ Gano e $Z=0.001$ para $\tau \gtrsim 7.6$ Gano. Tendo as isócronas com a devida abundância química e o número de estrelas com as quais cada isócrona deve contribuir,

partimos para a geração do CMD propriamente. O programa disponibilizado por Kerber et al. 2002 [28] sorteia uma massa m usando a solução da seguinte expressão:

$$r = \frac{\int_{m_{min}}^m \varphi(m) dm}{\int_{m_{min}}^{m_{max}} \varphi(m) dm} \quad (6.6)$$

onde r é um número aleatório contido no intervalo entre 0 e 1.

Utilizamos duas IMF: Salpeter et al. 1955 [38] ($dN/dm \propto m^{-2.35}$) e Kroupa et al. 2002 [29] ($dN/dm \propto m^{-1.3}$ para $m < 0.5M_{\odot}$ e $dN/dm \propto m^{-2.3}$ para $m \geq 0.5M_{\odot}$).

Com a determinação das massas, a isócrona fornece magnitudes absolutas M_V e cores V-I intrínsecas. A essas adicionamos a extinção e o avermelhamento escolhidos e também o módulo de distância, resultando então na posição da estrela artificial em um CMD teórico isento de erros fotométricos. Para o caso de um sistema binário, determinamos o fluxo resultante dadas as magnitudes das estrelas constituintes, nos levando à magnitude do sistema. Incorporamos finalmente, os erros fotométricos fornecidos por PHOT/IRAF. Neste momento temos um CMD artificial que pode ser comparado diretamente com o CMD observado.

Como vemos os CMDs simulados exigem um grande número de parâmetros de entrada. Estes parâmetros definem um espaço multidimensional dentro do qual podemos obter um CMD teórico para cada ponto. Um modelamento que percorre uma grande região neste espaço representa um esforço computacional além dos limites da nossa capacidade. Por exemplo, para uma grade de parâmetros num espaço de apenas 3 dimensões que permita duas funções de massa inicial (IMFs) distintas, dois valores para a frações de binárias (como 0 e 50%), e 6 esquemas de SFH, é necessária a construção de 24 CMDs a serem comparados com os CMDs observados dos 6 campos. Uma possível alternativa é método descrito em Hernandez et al. 1999 [20] e Hernandez et al. 2000 [21], que tentam encontrar um $SFR(t)$ arbitrário, maximizando, através de um método de máxima verossimelhança, a probabilidade de um conjunto de isócronas ser capaz de descrever um CMD observado. Optamos por utilizar um método mais simples, o qual necessita de poucos CMDs artificiais, chamado de Método dos Modelos Parciais (PMM) (Gallart et al. 1999 [15], Aparicio et al. 2001 [1],

Carrera et al. 2002 [8]). Abaixo descrevemos o funcionamento do modelamento de CMDs através deste método.

6.3 O Método dos Modelos Parciais

O PMM consiste em construir um CMD artificial com uma SFR constante ($SFR(\tau) = \text{constante}$) a partir de uma grade pequena de parâmetros, como a função de massa inicial e a fração de binárias. Entretanto este CMD é capaz de descrever qualquer SFH a partir da variação na contribuição das estrelas de diferentes domínios em idade. Cada domínio de idade é chamado de modelo parcial. Dividimos o CMD em regiões para obter contagens de estrelas teóricas e observadas. A j -ésima região terá $N_{s,j}$ estrelas. Este número representa a soma das contribuições dos m modelos parciais:

$$N_{s,j} = \sum_{i=1}^m a_i N_{i,j} \quad (6.7)$$

onde $N_{i,j}$ é o número de estrelas do modelo parcial i para esta região. Para a reconstituição de um SFH de um CMD observado, pode-se variar os pesos a_i usando uma estatística de comparação do tipo χ^2 (Gallart et al. 1999 [15]). Entretanto decidimos pela utilização de uma forma modificada conhecida como χ_ν^2 (Mighell et al. 1999 [31], Dolphin 2002 [11]) mostrada abaixo:

$$\chi_\nu^2 = \frac{1}{\nu} \sum_{j=1}^r \frac{[l(\sum_{i=1}^m a_i N_{i,j}) - N_{o,j} + 1]^2}{N_{o,j} + 1} \quad (6.8)$$

e

$$\nu = r - 1 \quad (6.9)$$

onde $N_{o,j}$ é o número de estrelas observadas na região j , sendo r o número de regiões utilizadas e l o fator de normalização usado para escalonar o número de estrelas artificiais do CMD sintético ($\sum_{i=1}^m \sum_j^r a_i N_{i,j}$) dado o número de estrelas observadas ($\sum_j^r N_{o,j}$). Ou seja:

$$l = \frac{\sum_{i=1}^m \sum_j a_i N_{s,j}}{\sum_j N_{o,j}} \quad (6.10)$$

O conjunto de valores a_i que resulta no valor mínimo de χ_ν^2 nos indica o comportamento das taxas de formação estelar em função do tempo ($SFR(\tau)$) que melhor descreve o CMD observado.

As figuras 6.1 e 6.2 mostram 3 CMDs teóricos compostos por diferentes modelos parciais e as regiões utilizadas para as contagens de estrelas. As regiões são definidas de forma a detectar e quantificar a presença das diferentes populações estelares através de comparações nas contagens de estrelas observadas e sintéticas. Nestas regiões se encontram diferentes estruturas relacionadas com o SFH, que são: a seqüência principal (MS), o ramo de subgigantes (SB), o ramo de gigantes vermelhas (RGB) e ramo horizontal (HB) ou mesmo um *clump*. Os modelos parciais mostrados nas figuras 6.1 e 6.2 podem ser diferenciados pelas cores. Os domínios de idade são indicados nos painéis. Os painéis da figura 6.1 mostram respectivamente um CMD formado por 8 modelos parciais (conjunto A, painel à esquerda) e outro composto por 7 modelos parciais (conjunto B, painel à direita). Na figura 6.2 temos um terceiro CMD composto por 5 modelos parciais (conjunto C).

Uma solução estável e confiável não deverá conter somente o ajuste que resultou no mínimo de χ_ν^2 . Um outro ajuste pode resultar em um valor muito próximo de $(\chi_\nu)_{min}^2$ e representar um SFH diferente. Ou seja, estamos aqui tentando evidenciar a não unicidade das soluções. Portanto, devemos definir um método objetivo de compor um conjunto de soluções aceitáveis. Gallart et al. 1999 [15] consideram todos os valores de χ^2 dentro do intervalo $\chi_{min}^2 < \chi^2 < \chi_{min}^2 + 1$. Já Dolphin 2002 [11] utiliza todas as soluções, entretanto a estatística de minimização por eles utilizada é poissônica. A contribuição do 1º modelo parcial resulta da média sobre todos os pesos a_i considerados aceitáveis. De forma análoga se obtém as contribuições dos m modelos parciais.

Para a implementação do PMM é preciso definir o número de modelos parciais a ser utilizado, bem como os domínios de idades de cada um. Um estudo sobre a implementação do método é mostrado na seção 6.3.1

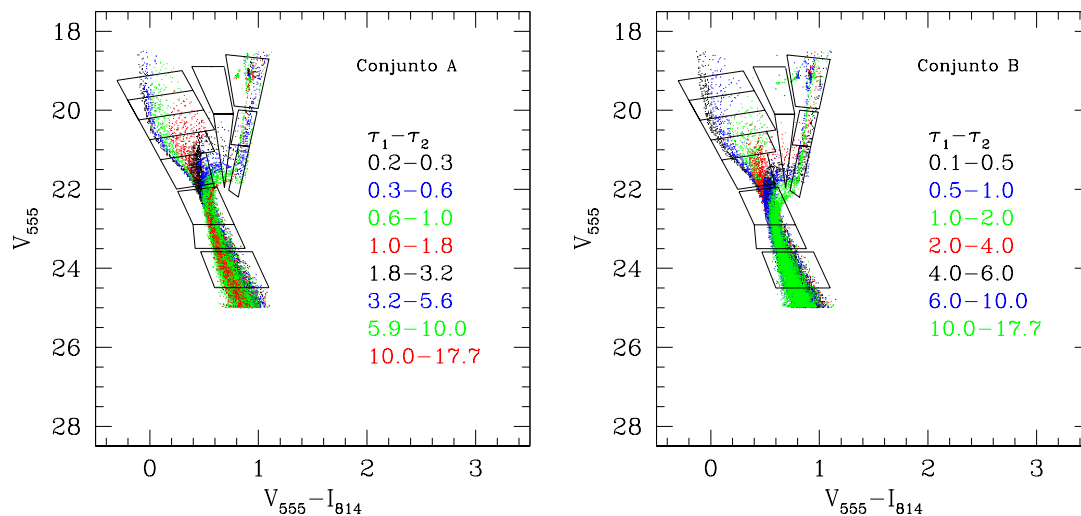


Fig. 6.1: Conjuntos A e B de modelos parciais. Sobrepostos aos modelos parciais estão as regiões definidas para o modelamento e os intervalos de idades em Gano. Os conjuntos A e B são compostos de 8 e 7 modelos parciais, respectivamente.

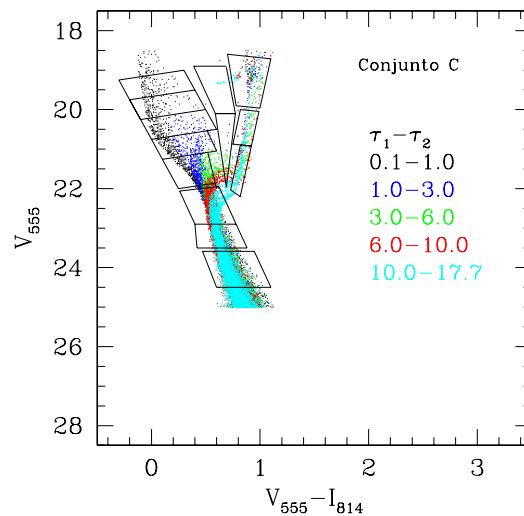


Fig. 6.2: Conjunto C de modelos parciais. Sobrepostos aos modelos parciais estão as regiões definidas para o modelamento A e os intervalos de idades em Gano. O conjunto C é composto 5 modelos parciais.

6.3.1 Experimento controlado

Para a implementação do método dos modelos parciais, necessitamos definir quantos modelos parciais vamos utilizar, além de testar a capacidade do mesmo. Isto foi feito criando

CMDs artificiais com SFHs conhecidos e submetendo os mesmos ao processo de modelamento. Foram definidas 13 regiões do CMD (figuras 6.1 e 6.2). Construímos 3 conjuntos de modelos parciais para avaliar qual deles poderia desempenhar melhor a tarefa: um conjunto com 8 modelos parciais (figura 6.1, painel à esquerda); outro com 7 modelos parciais (figura 6.1, painel à direita) e um terceiro com 5 modelos parciais (figura 6.2). Nas figuras 6.1 e 6.2, cada cor mostra um modelo parcial, ou seja, um CMD contendo um número de estrelas de acordo com a equação 6.4 dada anteriormente, assumindo-se uma SFR uniforme.

As figuras 6.3, 6.4 e 6.5 mostram os resultados dos experimentos controlados: as linhas sólidas mostram o histórico de formação estelar relativo ($SFR/ \langle SFR \rangle$) usado na construção de um CMD artificial com SFH conhecido, os círculos abertos mostram os valores médios dos pesos a_i divididos pelo valor de \bar{a}_i (ou seja $SFR/ \langle SFR \rangle$ recuperados), os triângulos mostram o conjunto dos a_i que resultou no $(\chi^2_{\nu})_{min}$ e as barras de erro mostram os valores de a_i dentro de 1σ . Os painéis **a**, **b** e **c** de cada figura mostram os resultados obtidos utilizando o Conjunto A, os painéis **d**, **e** e **f** mostram os resultados com o uso do Conjunto B e os painéis **g**, **h** e **i** mostram os resultados para o Conjunto C. Os valores que foram considerados aceitáveis satisfazem as relações abaixo:

$$(\chi^2_{\nu})_{min} < \chi^2_{\nu} < (\chi^2_{\nu})_{min} + 2 \quad (6.11)$$

para o conjunto A,

$$(\chi^2_{\nu})_{min} < \chi^2_{\nu} < (\chi^2_{\nu})_{min} + 2 \quad (6.12)$$

para o conjunto B e

$$(\chi^2_{\nu})_{min} < \chi^2_{\nu} < (\chi^2_{\nu})_{min} + 8 \quad (6.13)$$

para o conjunto C.

A escolha de diferentes critérios para as soluções (equações 6.11, 6.12 e 6.13) é justificada pelo número muito reduzido de soluções encontradas, chegando a apenas uma solução em

alguns casos. A adoção de um valor muito próximo a $(\chi^2)_{min}$ não permite ter acesso a outras soluções possivelmente aceitáveis. Note que uma característica comum aos 3 conjuntos de modelos parciais é o maior espaçamento em idade dos modelos parciais das populações velhas. Isto reflete a menor sensibilidade do CMD frente a variações de idade dessas populações.

Na figura 6.3, os SFH foram bem reproduzidos pelos conjuntos A (painéis **a**, **b** e **c**) e B (painéis **e** e **f**). O conjunto B apresentou uma SFR levemente mais alta em relação ao SFH de entrada (painel **d**). O conjunto C conseguiu reproduzir de maneira razoável os esquemas mostrados nesta figura, entretanto subestimou a idade do surto jovem em $\tau \sim 1$ Gano (painel **g**). No painel **h**, observamos ainda que conjunto C recuperou marginalmente o SFH de entrada para $\tau \geq 10$ Gano.

A figura 6.4 mostra um relativo sucesso no uso dos conjuntos A, B e C. O conjunto A subestimou levemente a SFR em $\tau \simeq 8$ Gano (painel **c**). Já o conjunto B apresentou pequenas discrepâncias na SFR em $\tau \simeq 500$ Mano (painel **e**), e em $\tau \sim 13$ Gano (painel **f**). O conjunto C recuperou satisfatoriamente os SFH de entrada, com exceção do painel **i** no domínio das populações velhas.

Na figura 6.5 o conjunto A mostrou resultados satisfatórios, com exceção do painel **a**, no qual observamos uma subestimativa da idade do surto mais jovem ($\tau \sim 2$ Gano). O conjunto B foi o que apresentou mais falhas na recuperação do SFH: no painel **d** pode-se observar a mudança no surto, de forma semelhante ao que foi comentado para o conjunto A. Além disso, B subestimou a SFR nos três casos em $\tau \sim 14$ Gano. Além disso houve uma superestimativa do conjunto B para a SFR em $\tau \simeq 1$ Gano (painel **f**). O conjunto C conseguiu recuperar marginalmente o SFH entrada nos três casos. Entretanto, a forma dos SFHs recuperados pelo conjunto C não poderia revelar detalhes como surtos e *gaps* (painéis **h** e **i**). O conjunto C também subestimou a SFR da população velha (painel **g**).

Com estes experimentos controlados foi possível definir o conjunto A como sendo o mais eficiente na determinação de um SFH, mesmo conhecidas as suas limitações.

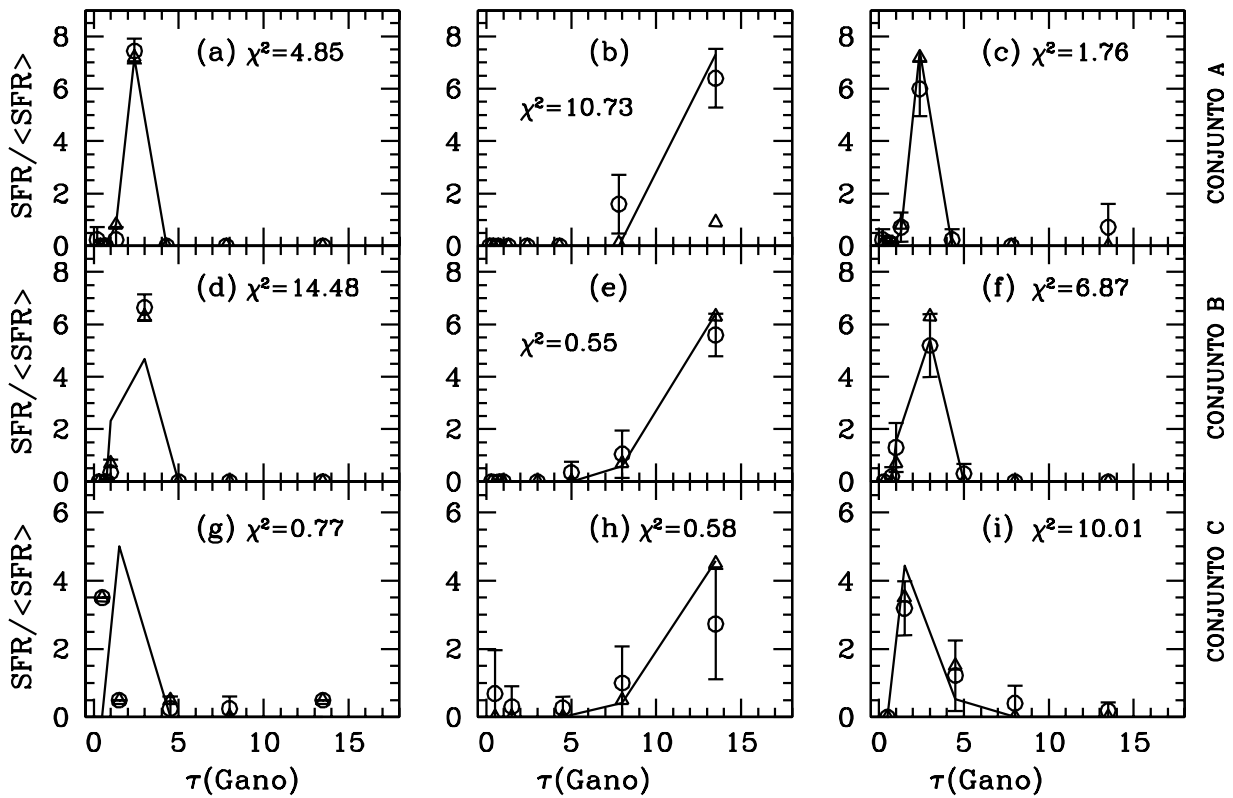


Fig. 6.3: Cada coluna mostra esquemas de SFH propostos mostrados pela taxa de formação estelar relativa $SFR / \langle SFR \rangle$ (linhas sólidas) e os SFH recuperados (círculos abertos) através dos modelos parciais dos conjuntos A (painéis a, b e c), B (painéis d, e e f) e C (painéis g, h e i). Os triângulos abertos mostram os a_i que resultaram no $(\chi^2_{\nu})_{min}$. As barras de erro mostram os valores aceitáveis dos a_i , com dispersão inferior a 1σ dos valores médios.

6.4 SFHs dos campos da LMC

Nesta seção apresentamos os SFHs recuperados dos campos estudados. Adotamos os valores encontrados em Castro et al. 2001 [9] para o módulo de distância. Estes valores são baseados

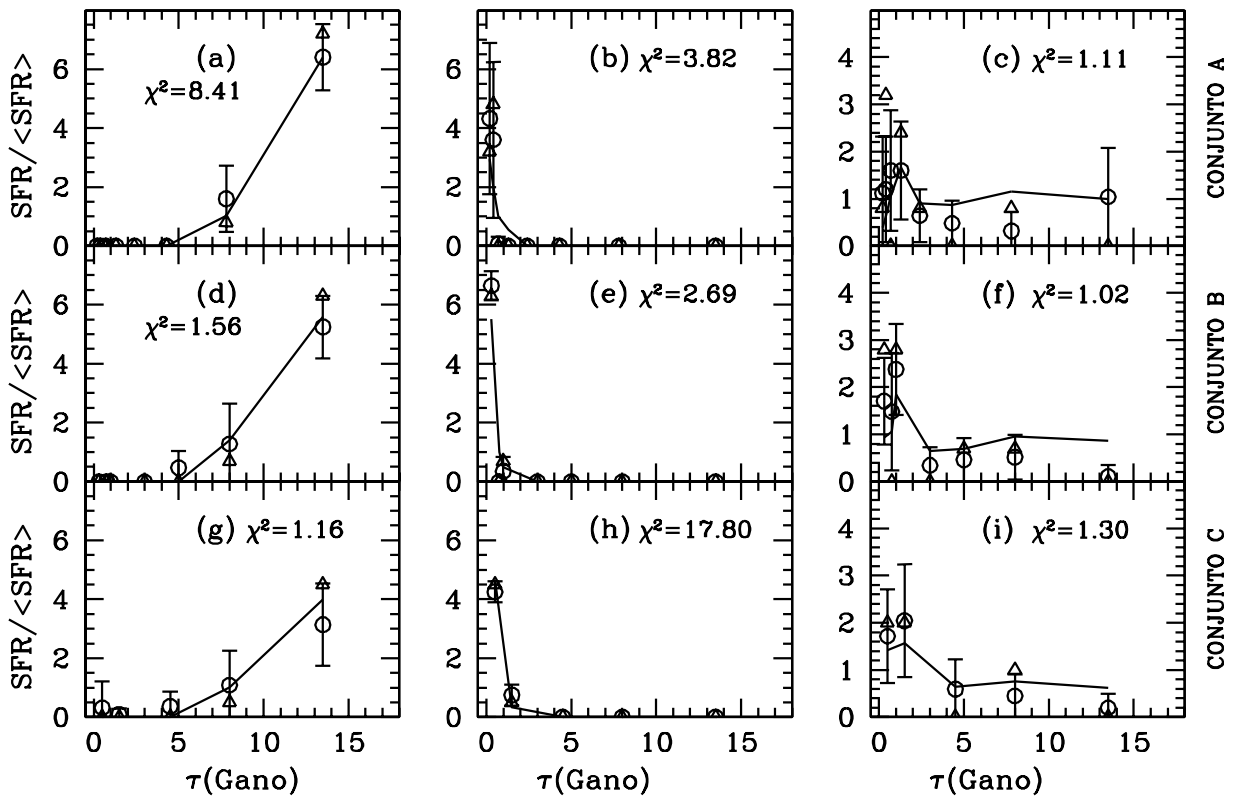


Fig. 6.4: Cada coluna mostra esquemas de SFH propostos mostrados pela taxa de formação estelar relativa $SFR / \langle SFR \rangle$ (linhas sólidas) e os SFH recuperados (círculos abertos) através dos modelos parciais dos conjuntos A (painéis a, b e c), B (painéis d, e e f) e C (painéis g, h e i). Os triângulos abertos mostram os a_i que resultaram no $(\chi^2_v)_{min}$. As barras de erro mostram os valores aceitáveis dos a_i , com dispersão inferior a 1σ dos valores médios.

em um modelo de distribuição das estrelas da LMC na forma de um disco plano inclinado 45° com a linha dos nodos orientada na direção norte-sul (Westerlund 1990 [44]). Os CMDs sintéticos foram construídos separadamente para o modelamento de cada campo em razão de

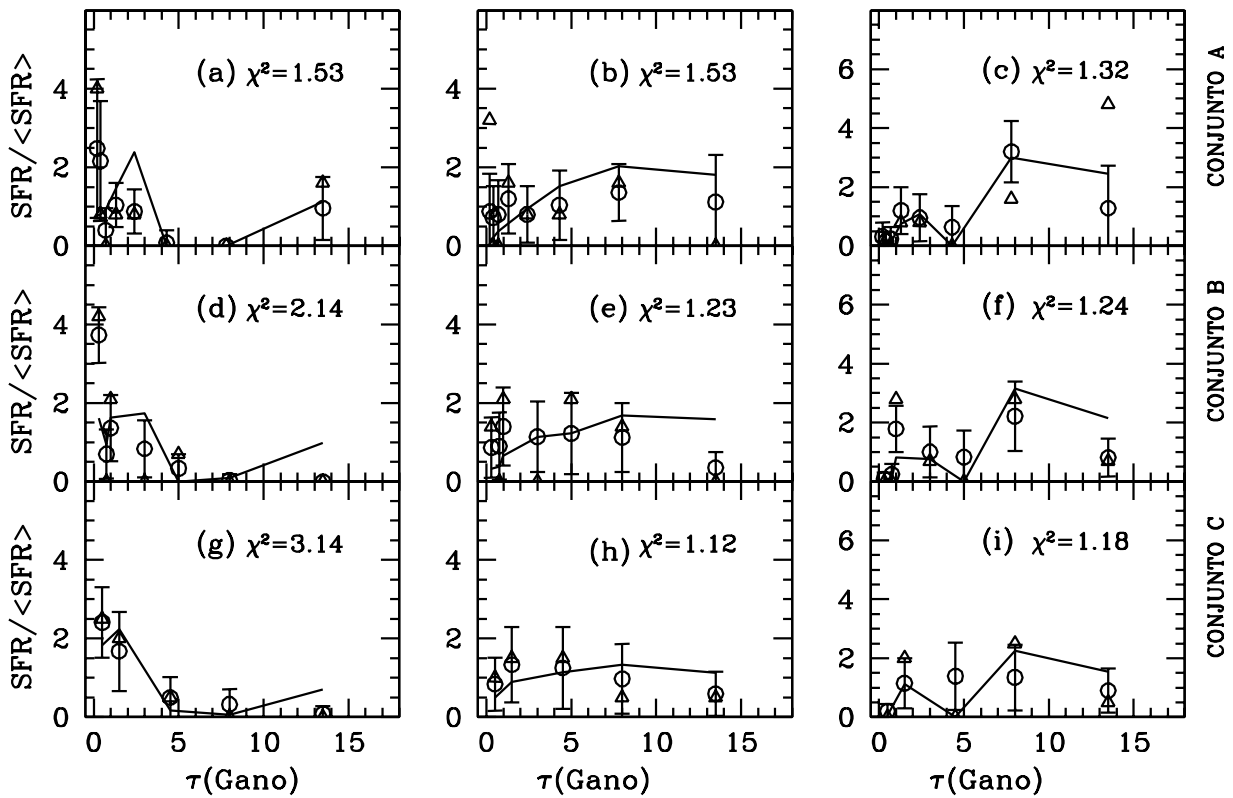


Fig. 6.5: Cada coluna mostra esquemas de SFH propostos mostrados pela taxa de formação estelar relativa $SFR / \langle SFR \rangle$ (linhas sólidas) e os SFH recuperados (círculos abertos) através dos modelos parciais dos conjuntos A (painéis a, b e c), B (painéis d, e e f) e C (painéis g, h e i). Os triângulos abertos mostram os a_i que resultaram no $(\chi^2_{\nu})_{min}$. As barras de erro mostram os valores aceitáveis dos a_i , com dispersão inferior a 1σ dos valores médios.

termos erros fotométricos distintos. Para a construção de cada CMD teórico foram usadas, e em proporção ao número de estrelas com que contribuíram para o CMD observado, as medidas de erro fotométrico das amostras presente e de Castro et al. 2001 [9].

Verificamos a dependência das soluções do modelamento para diferentes valores de $m - M$. Com relação à extinção, adotamos inicialmente valores obtidos para os aglomerados publicados na base de dados compilada por Richard de Grijs através do *web site* www.ast.cam.ac.uk/STELLARPOPS/LMCdatabase. A seguir, buscamos valores de $E(B-V)$ no sentido de encontrar a melhor solução, ou seja, de minimizar χ^2_ν .

As figuras 6.6 à 6.14 mostram a taxa de formação estelar relativa $SFR / \langle SFR \rangle$ (ou seja o SFH), bem como o valor de $(\chi^2_\nu)_{min}$ para diferentes valores de $E(B-V)$ e fração de binárias não resolvidas. Os valores de $E(B-V)$ indicados com um * denotam os valores utilizados por Castro et al. 2001 [9].

Campo NGC1805

A figura 6.6 mostra as diferentes soluções do modelamento utilizando dois valores para a fração de binárias não resolvidas: 25% (linhas sólidas) e 75% (linhas pontilhadas) e uma IMF de Kroupa et al. 2002 [29]. Adotamos para extinção os seguintes valores: $E(B-V)=0.04, 0.06, 0.08, 0.10$. Não podemos observar diferenças significativas devidas a um maior ou menor efeito do binarismo ou em função do valor da extinção adotado. Em todos os painéis vemos formação estelar mais acentuada ao longo dos últimos 3 Gano, com outro período de provável formação estelar 6 – 10.7 Gano atrás. O melhor ajuste se deu para $E(B-V)=0.04$ e fração de binárias f igual a 75% ($(\chi^2_\nu)_{min} = 25.30$).

Alguém poderia perguntar se teríamos alterações significativas nos resultados na hipótese de adotarmos uma IMF de Salpeter. Na figura 6.7 mostramos os SFHs recuperados para este caso. Ainda nota-se a formação de estrelas com $\tau \sim 2$ Gano ou menos. Porém aumenta o peso da população mais velha ($\tau \gtrsim 10$ Gano) principalmente para $f = 75$. Contudo, cumpre enfatizar a piora na qualidade das soluções. O melhor ajuste (menor $(\chi^2_\nu)_{min}$) se deu para $E(B-V)=0.04$ e 75% de binárias, com qual vemos a predominância de uma população velha com $\tau \sim 11 - 16$ Gano. A escolha da IMF de Kroupa et al. 2001 [29] é justificada por ser resultado de um trabalho mais recente e embasado por inúmeras evidências observacionais (Okumura et al. 2000 [33], Luhman et al. 2000 [30], Preibisch et al. 2002 [37]). Com base na relativa insensibilidade das soluções encontradas para a fração de binárias, decidimos

pela adoção de um único valor intermediário $f = 50$ para todos os campos.

Partimos para uma grade menor em $E(B-V)$, conforme mostra a figura 6.8, com a qual mostramos os SFH para os valores de extinção $E(B-V)=0.02, 0.03, 0.04, 0.06$. De acordo com a figura 6.8, o melhor ajuste foi obtido para $E(B-V)=0.03$, não havendo grandes mudanças no que diz respeito a forma do SFH recuperado. O SFH recuperado mostra um período de formação estelar em $\tau \sim 11 - 16$ Gano. Depois disso, a SFR parece ter diminuído gradativamente até chegar a valores muito baixos em $\tau \sim 5$ Gano. Em $\tau \sim 4$ Gano notamos um aumento na SFR que chegou a seu máximo há 500 Mano atrás, com um pequeno *gap* em $\tau \sim 700$ Mano. Fica evidente a maior qualidade das soluções com o uso de valores inferiores de $E(B-V)$ e $f = 50$ ($(\chi^2_{\nu})_{min} \simeq 12$).

Campo NGC1818

Para este campo utilizamos $E(B-V)=0.02 - 0.10$, mas a figura 6.9 mostra apenas os resultados com o uso de $E(B-V)=0.02, 0.03, 0.04, 0.05$, pois valores maiores de $E(B-V)$ resultaram em soluções com valores maiores de $(\chi^2_{\nu})_{min}$. Notamos que, neste caso, o melhor ajuste foi obtido para $E(B-V)=0.05$. Este campo parece ter tido muitas estrelas formadas no período 6 – 16 Gano atrás. Isto não diminui a importância da população mais jovem $\tau \sim 500$ Mano. Também é possível notar a presença de uma população com $\tau \sim 2 - 3$ Gano. O *gap* em $\tau \sim 700$ Mano está presente novamente. A forma do SFH se assemelha muito com o do campo próximo a NGC1805. Apenas a SFR dos surto que antecede o *gap* (ou seja $1 \leq \tau \leq 2$ Gano) parece ser maior neste campo.

Para este campo investigamos também a variação do SFH para diferentes módulos de distância adotados (figura 6.10). As variações exploradas em $m - M$ correspondem a uma variação de $\sim 20\%$ (± 10 kpc) em distância. O valor adotado para $E(B-V)$ está embasado nos resultados de outros autores (Castro et al. 2001 [9], Burstein & Heiles 1982 [6]). A forma do SFH concorda com a descrição feita anteriormente. Por outro lado, varia a contribuição da população velha. Os valores de $m - M$ diferem do adotado na figura 6.9 e representam valores extremos, certamente além da incerteza na distância à LMC.

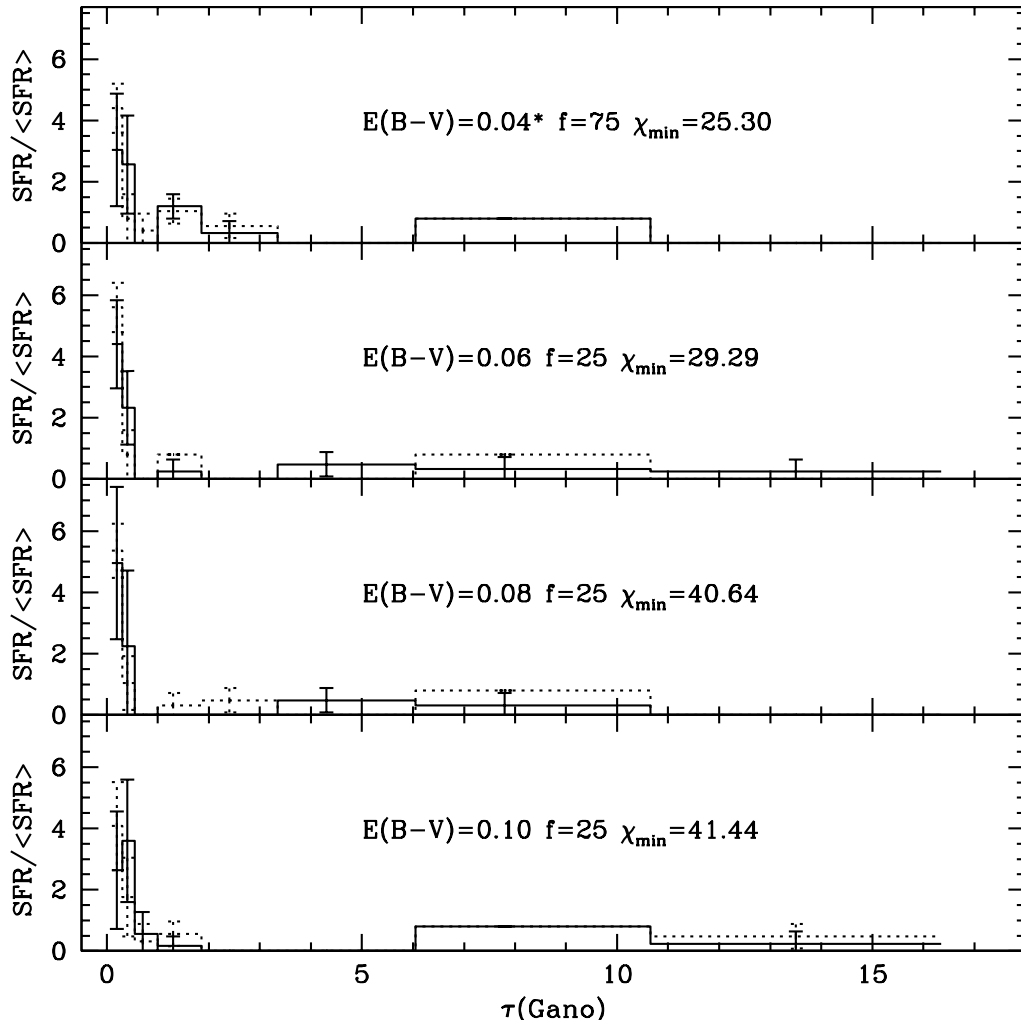


Fig. 6.6: Os SFHs recuperados do campo próximo à NGC1805 utilizando a IMF de Kroupa et al. 2002 [29] para diferentes valores da extinção. As linhas sólidas mostram os SFHs baseados em CMDs teóricos construídos com 25% de binárias, enquanto que as linhas pontilhadas mostram o mesmo, mas para 75% de binárias. São mostrados os valores de χ_{\min} , que corresponde ao valor de $(\chi^2)_{\min}$ da equação 6.11

Campo NGC1831

Na figura 6.11, são mostrados os resultados para $E(B-V)=0.00, 0.01, 0.03, 0.06$. Este campo mostra uma formação estelar que se aproxima mais de um SFH uniforme, relativamente aos anteriores. Contudo, alguns possíveis surtos podem ser notados. A melhor

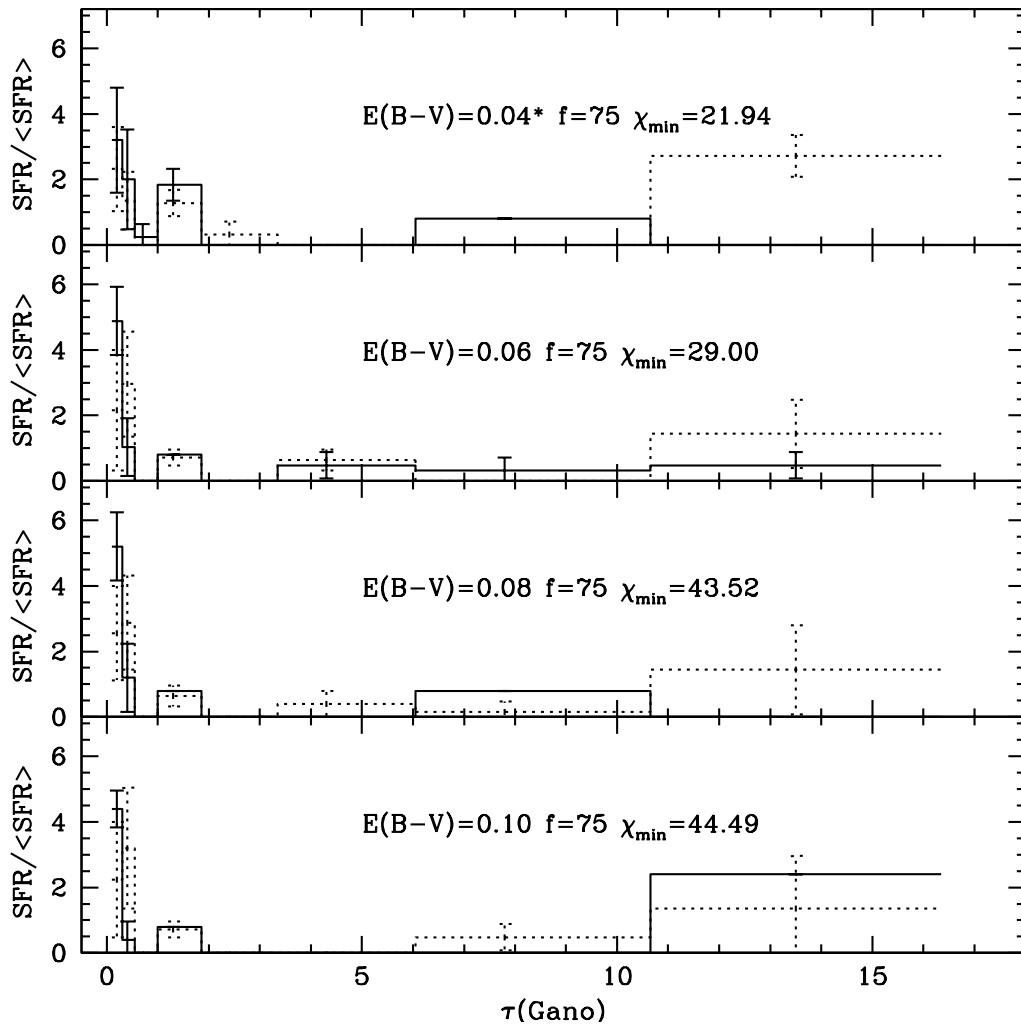


Fig. 6.7: O mesmo que é mostrado na figura 6.6, mas utilizando a IMF de Salpeter et al. 1955 [38].

solução foi encontrada com o uso de $E(B-V)$ baixo 0.0 – 0.01. Podemos notar aumentos na taxa de formação estelar nos intervalos 6 – 10.5 Gano, 2 – 3 Gano e ≤ 1 Gano atrás (figura 6.11). Note que, com exceção da lacuna em $\tau \sim 700$ Mano, a SFR parece nunca se tornar nula para este campo.

Campo NGC1868

O CMD deste campo foi o que possibilitou os melhores solução com base nos valores de

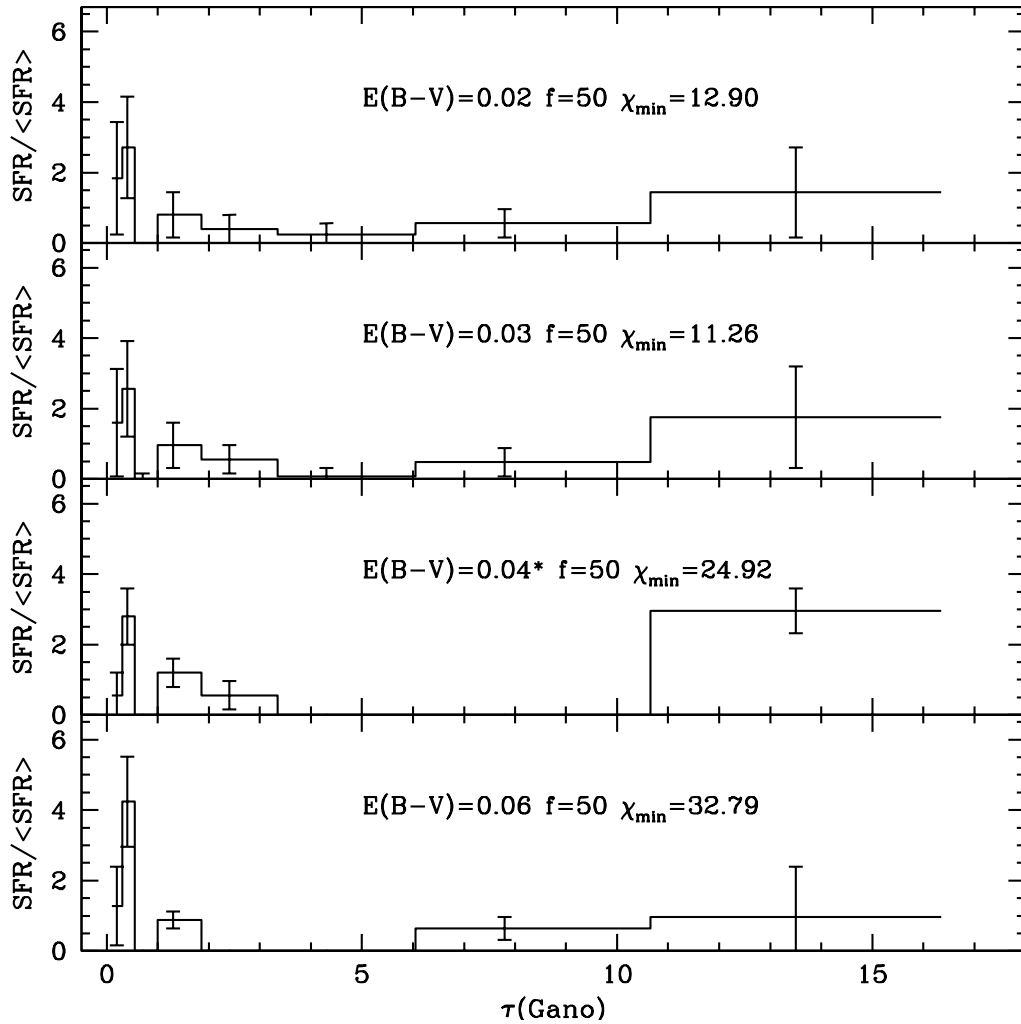


Fig. 6.8: O mesmo que é mostrado na figura 6.6, mas desta vez com o uso de CMDs teóricos contruídos com 50% de binárias.

$(\chi^2)_{\min}$ resultantes do processo de modelamento. Adotamos os seguintes valores para $E(B-V)$: 0.00, 0.01, 0.02, 0.03. A melhor solução foi obtida com $E(B-V)=0.0$. O SFH recuperado pelo melhor ajuste apresenta uma SFR aproximadamente constante para todo o domínio de idades. Mas, note que permanecem indícios de aumento na SFR para os mesmos períodos que em NGC1831. Da mesma forma o SFH recuperado evidencia a lacuna de formação estelar em $\tau \sim 700$ Mano.

Campo NGC2209

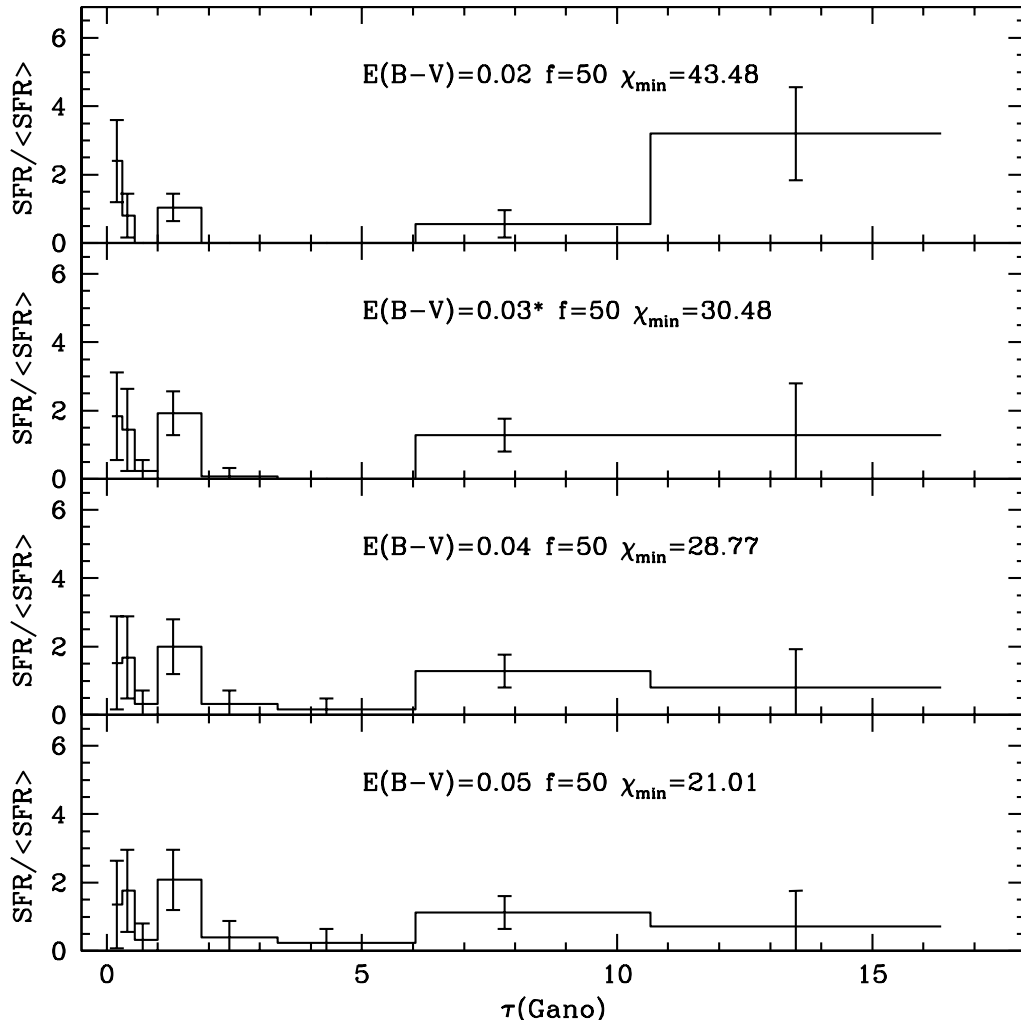


Fig. 6.9: O mesmo que é mostrado na figura 6.8, mas desta vez para o campo NGC1818.

Na figura 6.13 estão os resultados do SFH com o uso de $E(B-V)=0.10, 0.11, 0.12, 0.15$. Este é o campo com maior extinção dentre os estudados. Com $E(B-V)=0.11$ alcançamos a melhor solução. Para esta última podemos observar resultados muito semelhantes aos que notamos em NGC1831, NGC1868 no que diz respeito aos surtos: um formou estrelas com $\tau \sim 6 - 10$ Gano e outro com $\tau \sim 1 - 3$ Gano. Observa-se também a lacuna de formação estelar em $\tau \sim 700$ Mano. A grande diferença em relação aos campos anteriores está na ausência de um surto jovem $\tau \leq 500$ Mano e na maior amplitude dos surtos de idade intermediária.

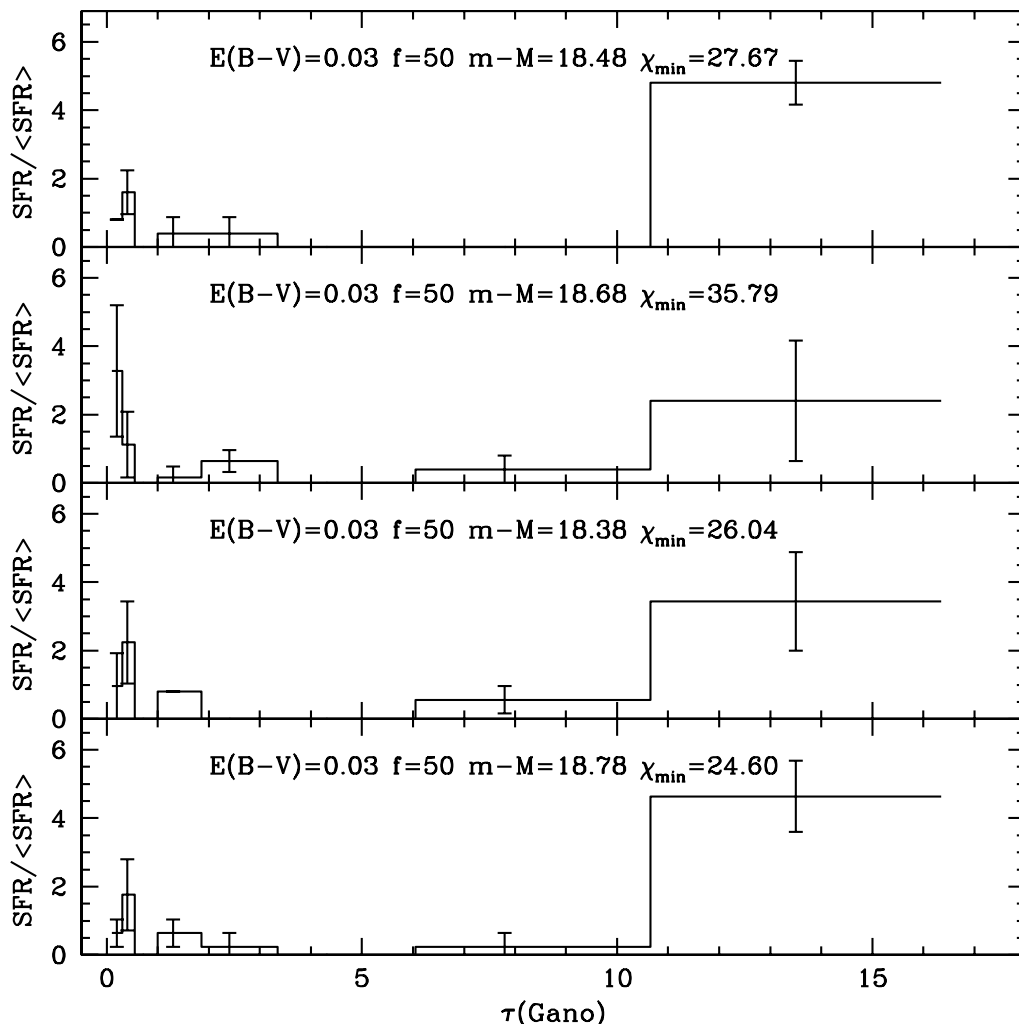


Fig. 6.10: Os SFHs recuperados do campo NGC1818, utilizando apenas um valor para a extinção e variando o módulo de distância.

Hodge 11

Os valores utilizados na busca da melhor solução foram $E(B-V)=0.06, 0.08, 0.09, 0.10$. Muito semelhante ao que encontramos para NGC2209, Hodge 11 também parece ter tido dois períodos mais importantes no que diz respeito à SFR, em 1 – 3 Gano e 6 – 10.7 Gano, com $E(B-V)=0.08$ sendo a melhor solução (figura 6.14). Como em NGC2209, temos poucas estrelas com $\tau \leq 1$ Gano.

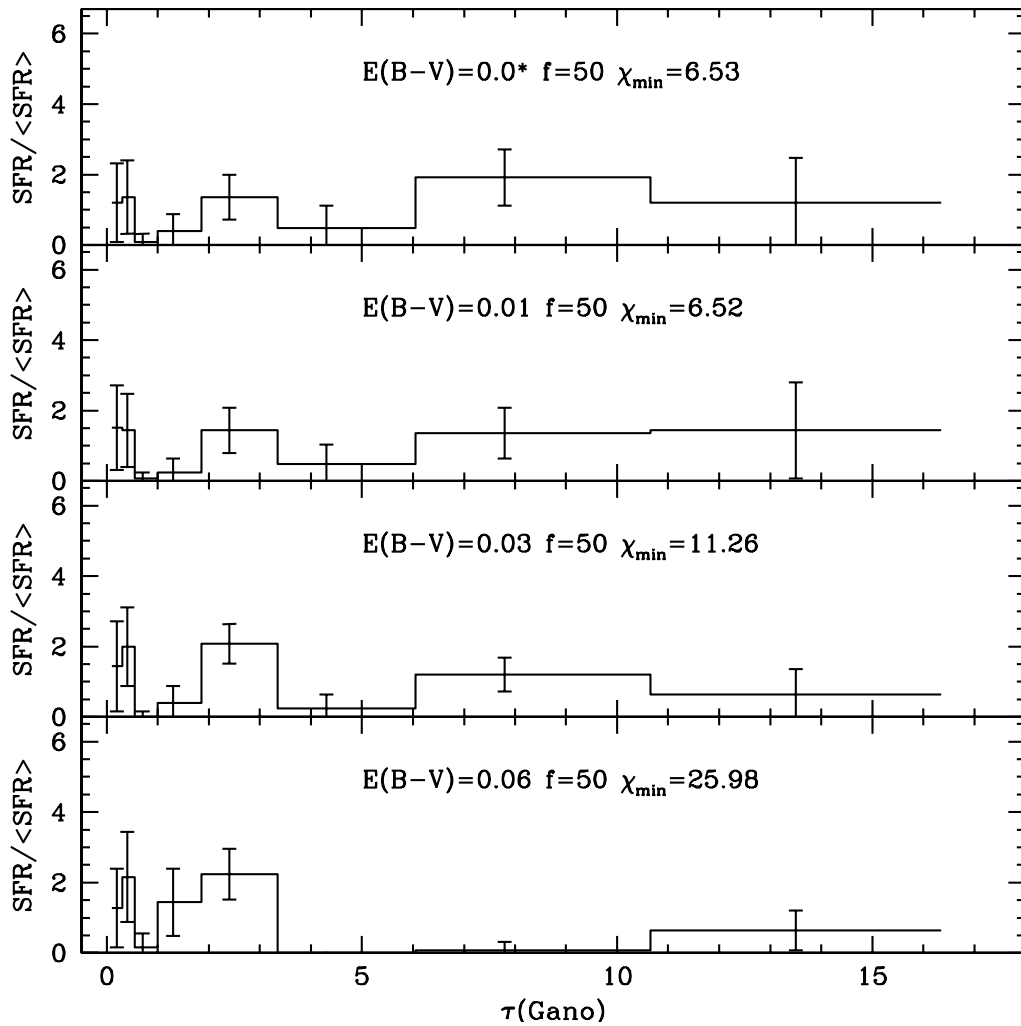


Fig. 6.11: O mesmo que é mostrado na figura 6.8, mas desta vez para o campo NGC1831.

6.4.1 A extinção encontrada em outros trabalhos

Na figura 6.15 apresentamos os diversos valores de χ_{ν}^2 encontrados para os diferentes valores de $E(B-V)$ usados, campo a campo. As linhas sólidas mostram os valores de $E(B-V)$ encontrados por nós pelo modelamento dos CMDs, enquanto que os valores encontrados nos mapas de extinção de Burstein & Heiles 1982 [6] são mostrados com linhas pontilhadas e as linhas tracejadas curtas mostram os valores encontrados por Santiago et al. 2003 [40] pelo ajustes de isócronas aos CMDs de campo. As linhas tracejadas longas mostram a ocorrência

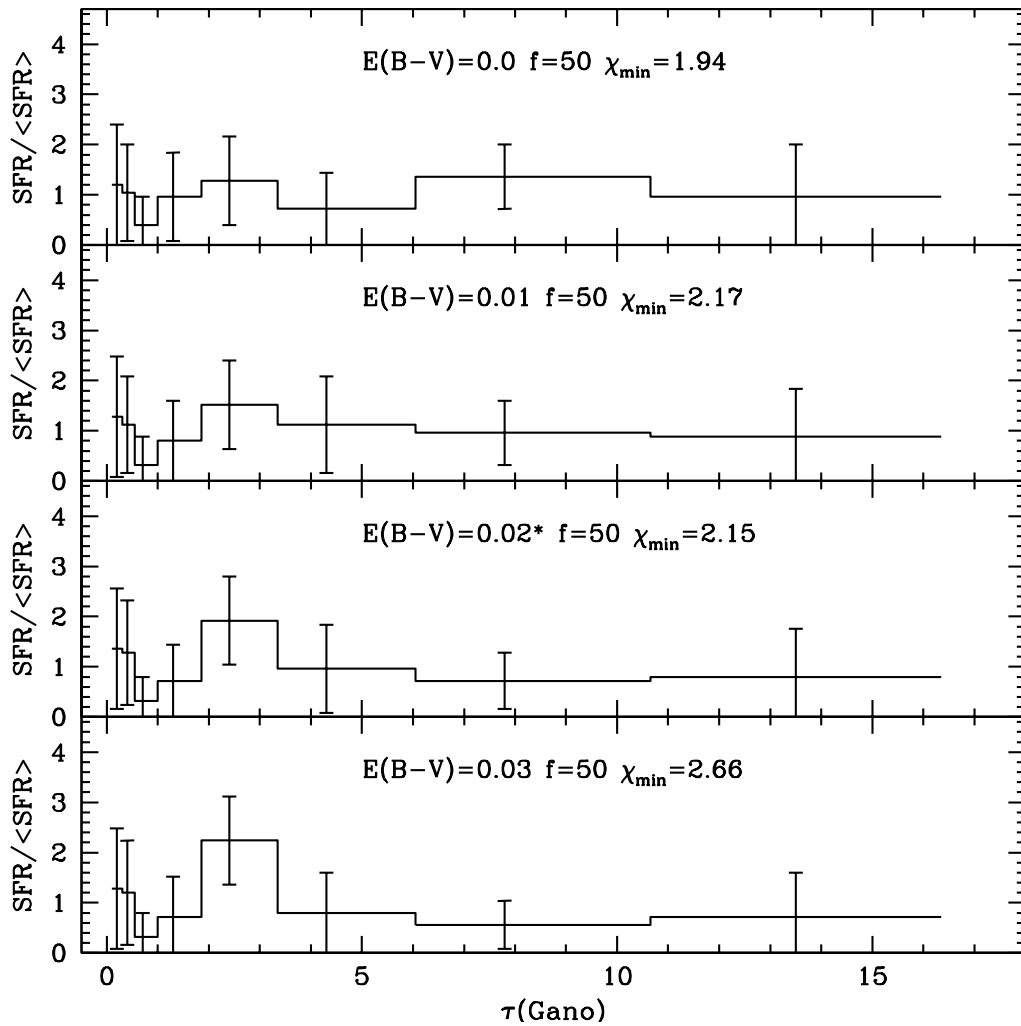


Fig. 6.12: O mesmo que é mostrado na figura 6.8, mas desta vez para o campo NGC1868.

de valores idênticos para $E(B-V)$ nos trabalhos de Burstein & Heiles 1982 [6] e Santiago et al. 2003 [40]. O modelamento do campo NGC1805 revelou um $E(B-V)=0.03$, valor idêntico ao definido por Burstein & Heiles 1982 [6] e próximo ao encontrado por Santiago et al. 2003 [40]. NGC1818 foi o único campo com uma diferença entre os valores, tanto de Burstein & Heiles 1982 [6] quanto de Santiago et al. 2003 [40], com o obtido no presente trabalho. O valor encontrado pelo modelamento foi $E(B-V)=0.05$, enquanto que os outros autores encontraram $E(B-V)=0.03$.

Outro exemplo de correspondência entre os valores encontrados para $E(B-V)$ por nós e

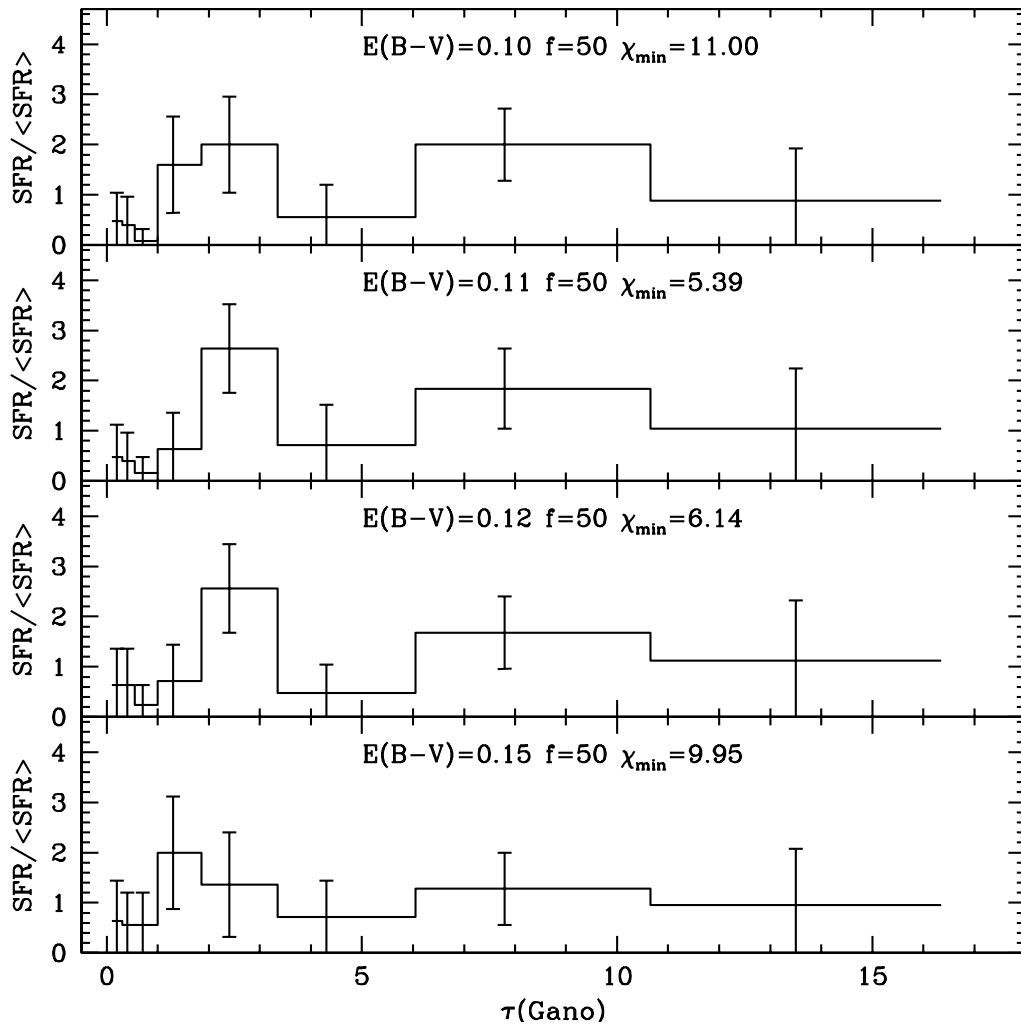


Fig. 6.13: O mesmo que é mostrado na figura 6.8, mas desta vez para o campo NGC2209.

por outros autores é NGC1831: Burstein & Heiles 1982 [6] encontraram $E(B-V)=0.01$, assim como nós. Santiago et al. 2003 [40] determinou $E(B-V)=0.015$. Em NGC1868 encontramos $E(B-V)=0.0$, tal como Santiago et al. 2003 [40]. Burstein & Heiles 1982 [6] encontraram $E(B-V)=0.01$. NGC2209 é o campo com marcadamente a maior extinção dentre os campos estudados. Tanto Burstein & Heiles 1982 [6] como Santiago et al. 2003 [40] determinaram $E(B-V)=0.11$, identicamente ao valor por nós determinado pelo modelamento do CMD. O campo Hodge 11 revelou pelo modelamento um $E(B-V)=0.08$, o qual é próximo do valor encontrado por Burstein & Heiles 1984 [6]: $E(B-V)=0.09$.

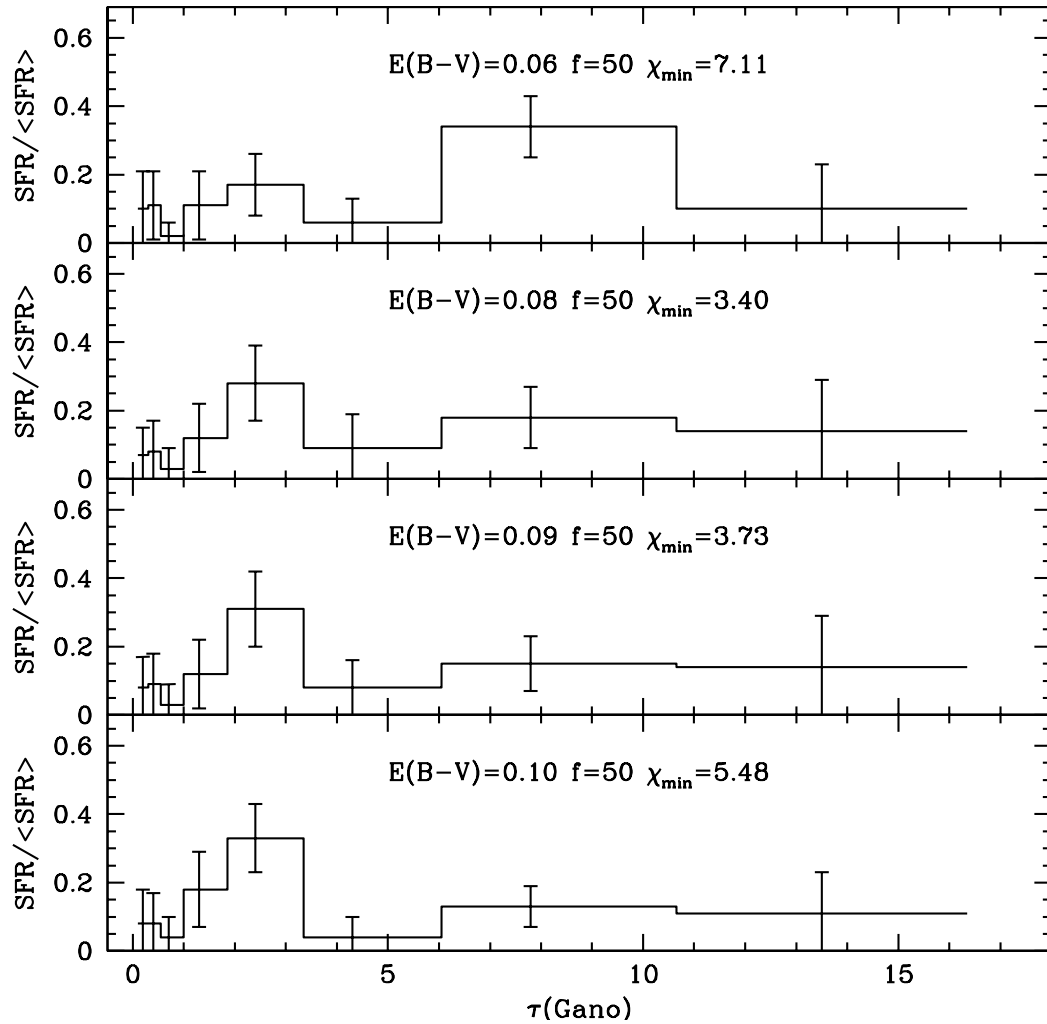


Fig. 6.14: O mesmo que é mostrado na figura 6.8, mas desta vez para o campo Hodge 11.

6.5 Vantagens no uso da amostra composta

Esta seção é dedicada a investigar possíveis alterações nas soluções obtidas pelo fato de termos usado um CMD composto no processo de modelamento. Para isto, utilizamos o CMD de NGC1868 da nossa amostra com 996 estrelas. A figura 6.16 mostra os SFHs recuperados. Os valores de χ_{ν}^2 mostrados nesta figura são superiores àqueles da figura 6.12, entretanto obtivemos SFHs muito semelhantes. A diferença está na melhor solução encontrada: com a amostra composta encontramos o melhor ajuste para $E(B-V)=0.0$, enquanto que com

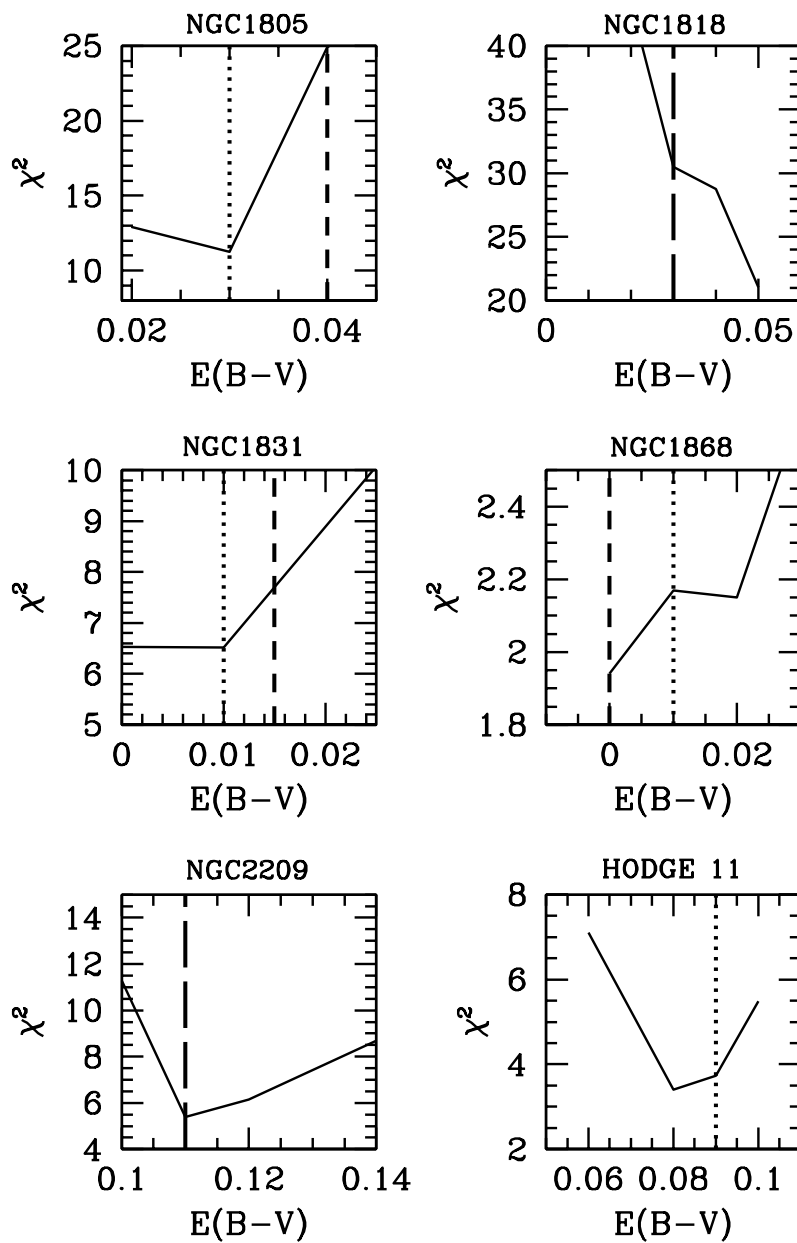


Fig. 6.15: Comparação entre os valores de χ^2_ν e $E(B-V)$ resultantes do modelamento de CMDs.

Também são mostrados os valores de $E(B-V)$ encontrados por Berstein & Heiles 1984 (linhas pontilhadas) e por Santiago et al. 2003 [40] (linhas tracejadas curtas). As linhas tracejadas longas mostram a coincidência entre os valores de $E(B-V)$ obtidos pelos autores recém citados.

apenas a nossa amostra $E(B-V)=0.02$ resultou na melhor solução. O SFH recuperado pela nossa amostra nos indica uma menor importância do evento de formação estelar de idade intermediária ($\tau \sim 6 - 10.7$ Gano). Estas diferenças estão dentro do intervalo de confiabilidade dado pelas barras de erro. Entretanto, o modelamento via amostra composta envolveu 1748 estrelas (ver tabela 5.3), muitas delas na região do RGB. Isto nos garante uma maior confiabilidade na solução da figura 6.12.

Devemos lembrar que NGC1868 não apresenta uma população jovem proeminente. Por esta razão, repetimos o teste para NGC1818, que apresenta uma quantidade considerável de estrelas com $\tau \sim 200 - 1000$ Mano. A figura 6.17 mostra o resultado deste segundo teste, onde é possível percebermos que o SFH é idêntico ao obtido com a amostra composta. Idem para o valor de $E(B-V)$. Contrariamente ao que ocorreu com NGC1868, para este campo os valores de χ^2_ν da figura 6.17 são inferiores aos da figura 6.9. A inspeção dos valores de χ^2_ν para o conjunto das soluções encontradas para todos os campos mostra uma dependência deste parâmetro com o número de estrelas do CMD observado, no sentido de menores valores de χ^2_ν para CMDs com número inferior de estrelas; para o modelamento da amostra composta foram utilizadas 7919 estrelas de NGC1818, enquanto que a nossa amostra tem apenas 4090 estrelas (sem a correção para a completeza).

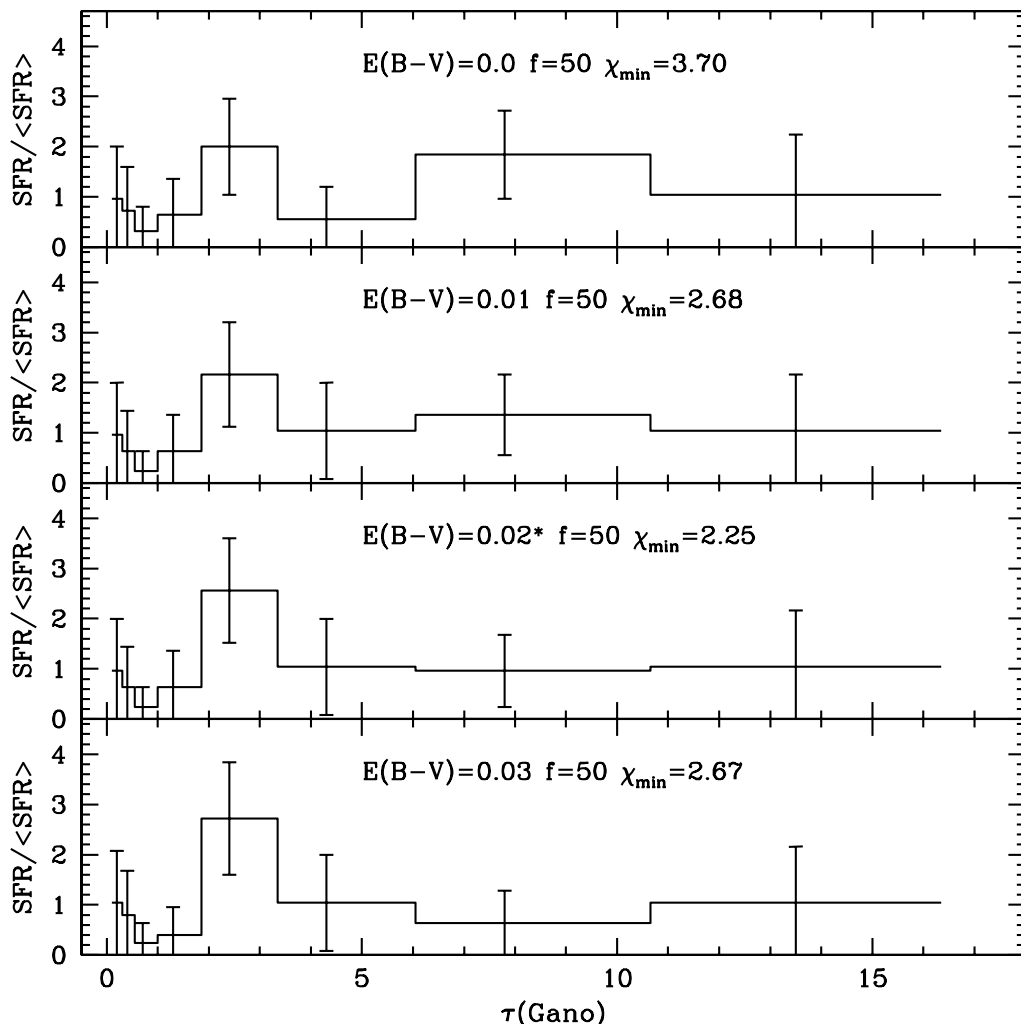


Fig. 6.16: Os SFHs recuperados do campo NGC1868, utilizando apenas a nossa amostra, variando a extinção.

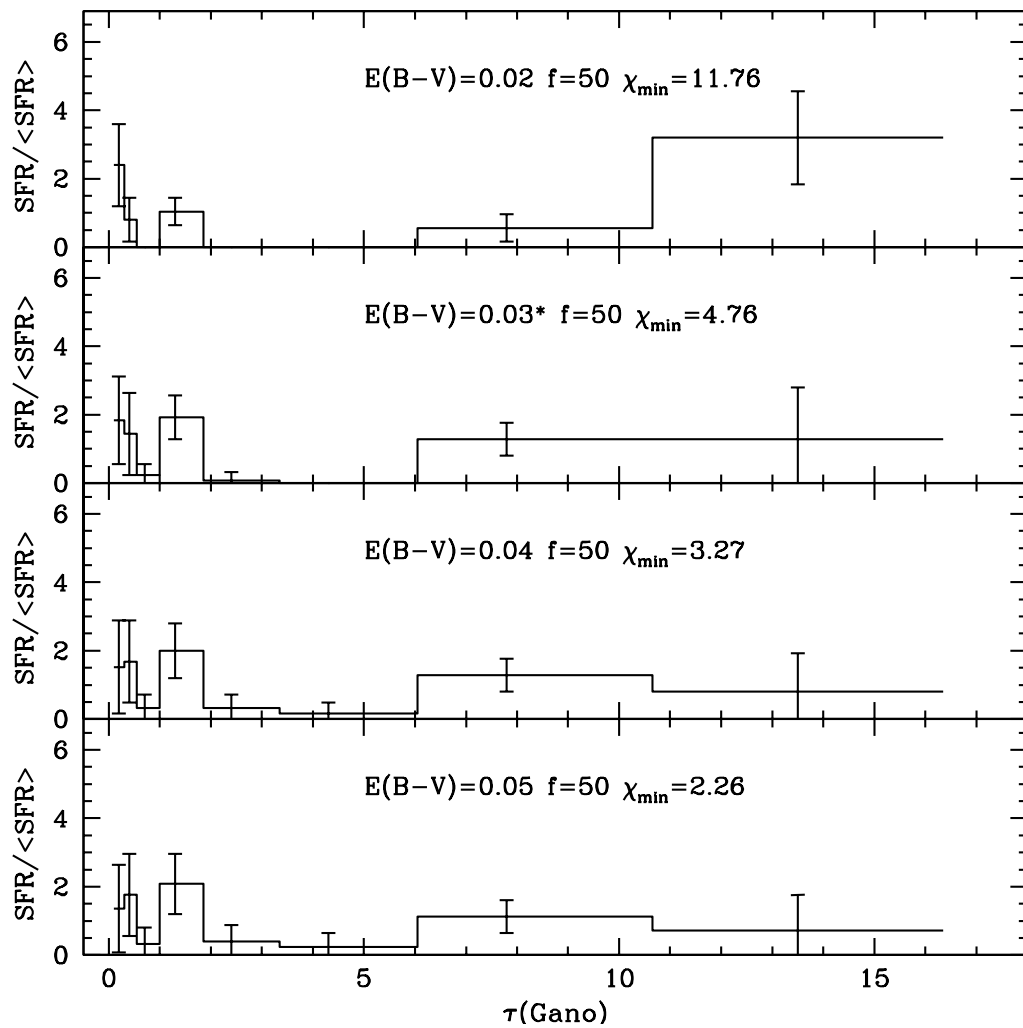


Fig. 6.17: Os SFHs recuperados do campo NGC1818, utilizando apenas a nossa amostra, variando a extinção.

Capítulo 7

Conclusões

No presente trabalho estudamos 6 campos estelares profundos ($V \leq 26$) da LMC, situados dentro de 6° do centro desta galáxia e observados com a WFPC2 a bordo do HST. O principal objetivo deste trabalho foi o de obter vínculos ao SFH da LMC, bem como identificar variações neste mesmo SFH em função da localização do campo.

O nosso processo de seleção de amostra e fotometria resultou em amostras contendo $\gtrsim 2000$ estrelas em cada campo. Foram construídos diagramas cor-magnitude, com os quais ajustamos isócronas de Pádova, obtendo valores de idade e metalicidade típicos para as estrelas da LMC. Esses valores concordam com os obtidos por outros autores (Eelson et al. 1997 [12], Holtzmann et al. 1997 e Castro et al. 2001 [9]). Obtivemos também funções de luminosidade e analisamos a sua variação de um campo para o outro.

Constatamos, ao longo deste trabalho, que o processo de análise e modelamento de CMDs com vistas à reconstituição de um SFH é extremamente complexo pois envolve muitas variáveis e efeitos sistemáticos e de seleção, os quais precisam ser estimados e corrigidos. Um deles é a completeza da amostra. Portanto, modelamos a função de completeza tanto em função da magnitude como da cor e estudamos a sua variação. Mostramos que a adoção de diferentes processos para a correção para completeza não é capaz de alterar significativamente os resultados.

Um outro efeito muito importante associado a um CMD observado é o alargamento causado pelos erros fotométricos. Abordamos este problema através de dois métodos: um empírico que compara medidas de magnitude de um mesmo objeto a partir de diferentes

exposições e outro baseado em um modelo de PHOT/IRAF que leva em conta incertezas não somente no sinal da fonte, mas também do céu e do ruído de *readout*. Encontramos dificuldades em modelar o erro fotométrico de uma imagem combinada dado o erro associado a uma exposição como no caso do método empírico.

Em Castro et al. 2001 [9] foram identificadas as idades e metalicidades de diferentes populações através do ajuste de isócronas. Realizamos a composição da nossa amostra com a Castro et al. 2001 [9]. através da análise da localização dos campos, bem como da análise das funções de luminosidade. Esta composição foi feita cuidadosamente, de forma a compensar possíveis variações de medidas fotométricos e astrométricas e também levando em conta os diferentes domínios de amostragem. O uso da amostra composta possibilitou ter acesso a uma área maior do céu, o que se traduz num número maior de estrelas e mais informação sobre as diferentes regiões da LMC amostradas. A amostra final adotada para o processo de modelamento foi corrigida para os efeitos de completeza citados acima, bem como teve seus erros fotométricos quantificados.

Implementamos o Método dos Modelos Parciais (PMM) para o modelamento dos CMDs compostos dos campos estudados. Este tipo de abordagem é mais eficaz que o utilizado em Castro et al. 2001 [9] na identificação de diferentes populações estelares, possibilitando a reconstituição de SFHs. O método utilizado para o modelamento do CMDs foi testado através de experimentos controlados, onde geramos e avaliamos 3 diferentes conjuntos de modelos parciais com o objetivo de determinar aquele mais eficaz na busca do conhecimento da história de formação da LMC. Os CMDs artificiais necessários para a aplicação do PMM foram compatibilizados com os CMDs observados de forma a incorporar os diversos efeitos observacionais associados a estes últimos tais como: a extinção, o módulo de distância, erros fotométricos variáveis, etc.

Recuperamos SFHs confiáveis para cada um dos 6 campos da LMC. Em todos eles identificamos eventos de aumento na SFR. Observamos também variações na formação estelar de campo para campo. Em todos os campos encontramos uma lacuna na formação estelar com $\tau \sim 700$ Mano, bem como formação estelar na lacuna de idades dos aglomerados

da LMC ($\tau \sim 3 - 10$ Gano). Alguns campos apresentam formação estelar que se aproxima de um SFH uniforme. Este é o caso de NGC1831 e NGC1868. Estes dois últimos apresentam, contudo, alguns pequenos surtos com idades $\tau \sim 6 - 10$ Gano, $2 - 3$ Gano e $\lesssim 0.7$ Gano. Por outro lado, alguns SFHs reconstituídos mostraram variações significativas na formação estelar ao longo do tempo. Este é caso de NGC1818, NGC1805, NGC2209 e Hodge 11.

O campo próximo a NGC1805 apresenta um surto de formação estelar com idades $\tau \sim 11 - 16$ Gano, tendo diminuído a SFR até chegar a valores muito baixos em $\tau \sim 5$ Gano. Outros dois pequenos surtos parecem ter ocorrido, formando estrelas com $\tau \sim 1 - 2$ Gano e 500 Mano. Semelhante ao que encontramos para NGC1805, NGC1818 apresentou aproximadamente os mesmos surtos. A diferença está na contribuição da população mais velha; NGC1818 parece ter formado estrelas com idades $\tau \sim 6 - 16$ Gano a uma SFR constante. Já os campos próximos a NGC2209 e Hodge 11 apresentam surtos de formação estelar muito semelhantes no que diz respeito às épocas de ocorrência ($\tau \sim 1 - 3$ Gano, $\tau \sim 6 - 10.7$ Gano); entretanto Hodge 11 apresenta maior taxa de formação de estrelas com idades $\tau \sim 6 - 10.7$ Gano, além de ter formado mais estrelas com $\tau \sim 500$ Mano.

Podemos relacionar os SFHs recuperados com a localização dos campos: os campos próximos à barra (NGC1805 e NGC1818) são os que apresentam formação estelar recente, ficando evidente pelos SFHs reconstituídos. A noroeste se localizam NGC1831 e NGC1868; a proximidade destes dois campos é refletida nas épocas dos surtos, mas também nas SFR recuperadas. NGC2209 e Hodge 11 estão ambos a leste da barra, contrariamente aos demais campos. Podemos identificar algumas semelhanças nos seus SFHs reconstituídos como descrito acima. Note que estes resultados são relativamente insensíveis frente às incertezas na extinção, fração de binárias e módulo de distância.

O nosso trabalho dá continuidade a um processo histórico de reconhecimento da importância das populações de idade intermediária e velha na LMC. Nos trabalhos do final da década de 70 e início da década de 80, conclui-se a LMC era composta majoritariamente por estrelas relativamente jovens (Butcher 1977 [7], Stryker 1984 [42]). No início da década de 90, Bertelli et al. 1992 [2] e Vallenari et al. 1994 [43] previram a presença de um surto

de formação estelar com $\tau \sim 4$ Gano e alguma variação na localização, embora ainda fosse sugerido que a maior parte era composta por uma população relativamente jovem ($\tau \leq 4$ Gano). Com o surgimento do telescópio espacial, as observações revelaram imagens mais profundas. Nos últimos 7 anos, os CMDs obtidos com HST, permitiram a reconstituição de SFHs com iguais contribuições de idades maiores e menores que 4 Gano (Holtzman et al. 1997 [24], Geha et al. 1998 [16]).

É importante ressaltar que os SFHs recuperados aqui adotam sempre mesmo modelo de evolução química, que é consistente com as metalicidades e idades da população de aglomerados da LMC (Olszewski et al. 1991 [34]). Contudo, há diversas evidências acumuladas, inclusive pelos resultados aqui mostrados, de que o histórico de formação e evolução dos aglomerados da LMC diferem do das estrelas de campo (Holtzman et al. 1999 [25]). Por conseguinte, seria extremamente importante melhor vincular o histórico de evolução química das populações de campo da LMC diretamente através de observações (Smecker-Hane et al. 2002 [41], Cole et al. 2000 [10]). Esta é uma tarefa particularmente adequada e a altura dos telescópios de nova geração como SOAR e GEMINI.

Referências

- [1] APARÍCIO, A.; CARRERA, R.; MARTÍNEZ-DELGADO, D. The star formation history and morphological evolution of the Draco dwarf spheroidal galaxy. *Astronomical Journal*, Chicago, v. 122, n. 5, p. 2524-2537, Nov. 2001.
- [2] BERTELLI, G.; MATEO, M.; CHIOSI, C.; BRESSAN, A. The star formation history of the Large Magellanic Cloud. *Astrophysical Journal*, Chicago, v. 388, n. 2, p. 400-414, Apr. 1992. pt. 1.
- [3] BERTELLI, G.; BRESSAN, A.; CHIOSI, C.; FAGOTTO, F.; NASI, E. Theoretical isochrones from models with new radiative opacities. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, Les Ulis, v. 106, n. 2, p. 275-302, Aug. 1994.
- [4] 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.
- [5] BRUZUAL A., G. Uncertainties in population-synthesis models. In: EUROCONFERENCE ON THE EVOLUTION OF GALAXIES ON COSMOLOGICAL TIMESCALES, 1998, Puerto de la Cruz, Spain. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, 1999. p. 245-255. (Astronomical Society of the Pacific conference series, v. 187).
- [6] BURSTEIN, D.; HEILES, C. Reddening derived from H I and Galaxy counts - accuracy and maps. *Astronomical Journal*, New York, v. 87, n. 2, p. 1165-1189, Aug. 1982.

- [7] BUTCHER, H. A main-sequence luminosity function for the Large Magellanic Cloud. *Astrophysical Journal*, Chicago, v. 216, n. 1, p. 372-380, Sept. 1977.
- [8] CARRERA, R.; APARÍCIO, A.; MARTÍNEZ-DELGADO, D.; ALONSO-GARCÍA, J. The star formation history and spatial distribution of stellar populations in the Ursa Minor dwarf spheroidal galaxy. *Astronomical Journal*, Chicago, v. 123, n. 6, p. 3199-3209, June 2002.
- [9] 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.
- [10] COLE, A. A.; SMEACKER-HANE, T. A.; GALLAGHER III, J. S. The metallicity distribution function of red giants in the Large Magellanic Cloud. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Oxford, v. 120, n. 4, p. 1808-1829, Oct. 2000.
- [11] DOLPHIN, A. E. Numerical methods of star formation history measurement and applications to seven dwarf spheroidals. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Oxford, v. 332, n. 1, p. 91-108, May 2002.
- [12] ELSON, R. A. W.; GILMORE, G. F.; SANTIAGO, B. X. HST observations of the field star population in the Large Magellanic Cloud. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Oxford, v. 289, n. 1, p. 157-168, July 1997.
- [13] FREEMAN, K. C.; ILLINGWORTH, G.; OEMLER, A. The kinematics of globular clusters in the Large Magellanic Cloud. *Astrophysical Journal*, Chicago, v. 272, n. 1, p. 488-508, Sept. 1983.
- [14] 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.
- [15] 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.
- [16] GEHA, M. C.; HOLTZMAN, J. A.; MOULD, J. R.; GALLAGHER, J. S.; WATSON, A. M.; COLE, A. A.; GRILLMAIR, C. J.; STAPELFELDT, K. R.; BALLESTER, G. E.; BURROWS, C. J.; CLARKE, J. T.; CRISP, D.; EVANS, R. W.; GRIFFITHS, R. E.; HESTER, J. J.; HOESSEL, J. G.; SCOWEN, P. A.; TRAUGER, J. T.; WESTPHAL, J. A. Stellar populations in three outer fields of the Large Magellanic Cloud. *Astronomical Journal*, Chicago, v. 115, n. 3, p. 1045-1056, Mar. 1998.
- [17] 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.
- [18] 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 Astronomy Supplement Series*, Les Ulis, v. 141, n. 1, p. 371-383, Feb. 2000.
- [19] HATZIDIMITRIOU, D.; HAWKINS, M. R. S. Stellar populations and large-scale structure of the SMC. II. Geometry of the north-eastern and south-western outlying regions. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Oxford, v. 241, n. 4, p. 667-690, Dec. 1989.
- [20] 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.
- [21] 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.
- [22] 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.
- [23] 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.
- [24] HOLTZMAN, J. A.; MOULD, J. R.; GALLAGHER, J. S.; WATSON, A. M.; GRILLMAIR, C. J.; BALLESTER, G. E.; BURROWS, C. J.; CLARKE, J. T.; CRISP, D.; EVANS, R. W.; GRIFFITHS, R. E.; HESTER, J. J.; HOESSEL, J. G.; SCOWEN, P. A.; STAPELFELDT, K. R.; TRAUGER, J. T.; WESTPHAL, J. A. Stellar populations in the Large Magellanic Cloud: evidence for a significant number of older stars or a steeper IMF? *Astronomical Journal*, Chicago, v. 113, n. 2, p. 656-668, Feb. 1997.
- [25] HOLTZMAN, J. A.; GALLAGHER, J. S.; COLE, A. A.; MOULD, J. R.; GRILLMAIR, C. J.; BALLESTER, G. E.; BURROWS, C. J.; CLARKE, J. T.; CRISP, D.; EVANS, R. W.; GRIFFITHS, R. E.; HESTER, J. J.; HOESSEL, J. G.; SCOWEN, P. A.; STAPELFELDT, K. R.; TRAUGER, J. T.; WATSON, A. M. Observations and implications of the star formation. *Astronomical Journal*, Chicago, v. 118, n. 5, p. 2262-2279, Nov. 1999.

- [26] HUGHES, S. M. G.; WOOD, P. R.; REID, N. Long-period variables in the Large Magellanic Cloud. III. Evidence of a Kinematic Spheroidal Population. *Astronomical Journal*, Chicago, v. 101, n. 4, p. 1304-1323, Apr. 1991.
- [27] 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.
- [28] 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*, Berlin, v. 390, n. 1, p. 121-132, July 2002.
- [29] 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.
- [30] 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.
- [31] 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.
- [32] OLSEN, K. A. G. Star formation histories from Hubble Space Telescope color-magnitude diagrams of six fields of the Large Magellanic Cloud. *Astronomical Journal*, Chicago, v. 117, n. 5, p. 2244-2267, May 1999.
- [33] 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.

- [34] 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.
- [35] 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.
- [36] PIATTI, A. E.; GEISLER, D.; BICA, E.; CLARIÁ, J. J.; SANTOS Jr., J. F. C.; SARAJEDINI, A.; DOTTORI, H. A new giant branch clump structure in the Large Magellanic Cloud. *Astronomical Journal*, Chicago, v. 118, n. 6, p. 2865-2874, Dec. 1999.
- [37] PREIBISCH, T.; BROWN, A. G. A.; BRIDGES, T.; GUENTHER, E.; ZINNECKER, H. Exploring the full stellar population of the upper Scorpius OB association. *Astronomical Journal*, Chicago, v. 124, n. 1, p. 404-416, July 2002.
- [38] SALPETER, E. E. The luminosity function and stellar evolution. *Astrophysical Journal*, Chicago, v. 121, n. 1, p. 161-167, Jan. 1955.
- [39] 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.
- [40] SANTIAGO, B., Comunicação privada. 2003.
- [41] SMECKER-HANE, T. A.; COLE, A. A.; GALLAGHER III, J. S.; STETSON, P. B. The star formation history of the Large Magellanic Cloud. *Astrophysical Journal*, Chicago, v. 566, n. 1, p. 239-244, Feb. 2002. pt. 1.
- [42] STRYKER, L. L. Faint star studies in the Magellanic Clouds. II. Field regions 9° northeast of the Large Magellanic Cloud bar. *Astrophysical Journal Supplement Series*, Chicago, v. 55, n. 2, p. 127-177, June 1984.

-
- [43] 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.
- [44] 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.
- [45] WESTERLUND, B. E.; LINDE, P.; LYNGA, G. A study of clusters and field stars in two regions in the Large Magellanic Cloud. II. Color-magnitude diagrams and luminosity functions. *Astronomy and Astrophysics*, Berlin, v. 298, n. 1, p. 39-56, June 1995.
- [46] WHITMORE, B.; HEYER, I.; CASERTANO, S. Charge-transfer efficiency of WFPC2. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, San Francisco, v. 111, n. 766, p. 1559-1576, Dec. 1999.