

UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO GRANDE DO SUL
INSTITUTO DE FÍSICA

Análise de Campos Profundos da LMC Imageados com o HST*

Rodrigo Castro

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.

* Trabalho financiado pelo Conselho Nacional de Desenvolvimento Científico e Tecnológico (CNPq).

Resumo

Apresentamos fotometria profunda ($V \sim 25,5$) nas bandas V e I obtidas com a Wide Field and Planetary Camera 2 a bordo do telescópio espacial Hubble para 7 campos distantes $\sim 5^\circ$ do centro da Grande Nuvem de Magalhães. Ajustamos isócronas aos diagramas cor-magnitude a fim de identificar diferentes populações estelares nestes campos. Uma população velha ($\tau > 10^{10}$ anos) foi encontrada em todos os campos. Alguns eventos de elevada formação estelar, com idades entre 2×10^9 e 4×10^9 anos, foram também encontrados em alguns campos localizados na região N/NO. Funções de luminosidade de estrelas de baixa massa ($m \lesssim 1,1m_{sol}$) foram obtidas para todos os campos. Aparentemente não há diferenças na mistura de populações entre os campos como sugerido através do teste Kolmogorov-Smirnov aplicados às funções de luminosidade. Finalmente, derivamos perfis de densidade para estrelas velhas e de idade intermediária. O primeiro apresenta uma inclinação levemente maior quando comparado com o último.

Abstract

We present deep photometry ($V \lesssim 25.5$) in V and I bands obtained with the Wide Field and Planetary Camera 2 on board the Hubble Space Telescope for 7 fields $\sim 5^\circ$ away from the LMC centre. Isochrones were fitted to the color-magnitude diagrams in order to identify different star populations in these fields. An old population ($\tau > 10^{10}$) has been found in all fields. Some events of enhanced star formation, with ages between 2×10^9 and 4×10^9 yrs, were identified in the fields localized in the N/NW region. Luminosity functions of low mass stars ($m \lesssim 1.1 m_{sun}$) were obtained for all fields. Kolmogorov-Smirnov test results suggest no significant differences in star populations mixture among the fields. Finally, density profiles were derived for old and intermediate-age stars. The former shows a slightly steeper decline compared to the latter.

Índice

1. Introdução	1
2. Observações	7
2.1 Fotometria	12
3. Idades e Metalicidades	19
4. Análise das funções de luminosidade	32
5. Perfis de densidade	38
6. Conclusão	43
Referências bibliográficas	46

Capítulo 1

Introdução

O conceito de população estelar foi, originariamente, formulado através das características semelhantes encontradas entre estrelas em galáxias elípticas e no bojo de galáxias espirais com estrelas em aglomerados globulares ou estrelas de campo de alta velocidade pertencentes à Galáxia; e estrelas encontradas nos braços espirais com aglomerados abertos (Baade 1944 [2]). A distinção inicial feita por Baade era entre estrelas encontradas na vizinhança solar, que ele denominou de população I, e aquelas encontradas em aglomerados globulares ou no bojo de M31, a população II. Posteriormente, verificou-se que para a população II a formação estelar teria cessado há muito tempo, enquanto que estrelas de população I estariam ainda sendo formadas. Porém, anos mais tarde, mais uma diferença fora nelas observada. Estrelas de campo de alta velocidade no halo e estrelas que constituíam aglomerados globulares apresentavam uma menor abundância em metais que o Sol e estrelas na sua vizinhança (Chamberlain & Aller 1951 [7]; Helfer, Wallerstein & Greenstein 1959 [16]), tornando a metalicidade uma nova variável no conceito de populações. Sintetizando, existiriam duas populações e estas se diferenciariam em idades, metalicidades, localização e cinemática. A população I corresponderia a objetos encontrados, principalmente, no disco e, mais especificamente, nos braços espirais, de idade jovem e ricos em metais, e ainda apresentariam características cinemáticas de disco; a população II corresponderia aos objetos encontrados em galáxias elípticas ou no bojo e halo de galáxias espirais, de idade elevada e metalicidade baixa, e com cinemática de halo. Uma terceira população seria teoricamente possível, a população III, que seria formada por estrelas sem a presença de metais, constituindo a mais antiga geração estelar.

O conceito original de população estelar começou a se tornar confuso quando se descobriu um velho componente de população I, quase tão velho quanto os aglomerados globulares, mas com abundância solar de metais. Outro resultado surpreendente foi apresentado por Keenan & Keller (1953) [21] onde produziram um diagrama HR de estrelas de campo de alta velocidade que seria compatível com diagramas de população I obtidos a partir de estudos

de estrelas de campo de baixa velocidade realizados por Adams et al. (1935) [1]. Somado a estes, Morgan & Mayall (1957) [24] mostraram, através de análise espectral, que o centro de M31 apresentaria apenas uma pequena contribuição de luz por estrelas do tipo de aglomerados globulares. Estes resultados foram apresentados na conferência do Vaticano em 1957, onde as duas populações discretas de Baade foram ampliadas para cinco (população II de Halo e intermediária, população do disco velho e população I velha e extrema), cada uma delas com suas respectivas propriedades cinemáticas e químicas. Para o interessado em obter maiores informações sobre o histórico da terminologia população estelar o artigo de Sandage (1986) [30] é recomendado. Com o estudo das Nuvens de Magalhães (galáxias irregulares) e outras galáxias, a confusão teria aumentado, tornando a última classificação também desapropriada, uma vez que localização, idade, metalicidade e cinemática não parecem estar fortemente relacionados nestas (ver o review de Westerlund 1990 [34] e Olszewski, Suntzeff & Mateo 1996 [25]). Por esta razão, neste trabalho consideraremos uma determinada população estelar aquela na qual as estrelas compartilham de uma mesma metalicidade e, principalmente, idade.

Até agora falamos bastante sobre populações estelares, mas qual é a importância da observação destas diferentes populações em galáxias próximas? O entendimento das diferenças entre as populações estelares foi, e ainda é, importante para resolver problemas de calibração em magnitudes absolutas de indicadores de distância (tais como RR Lyrae e Cefeidas clássicas). Atualmente, a principal importância atribuída ao estudo de populações estelares, através de fotometria e espectroscopia, é a da compreensão do processo de formação e evolução de galáxias. O histórico de formação estelar em galáxias próximas, como M31 e as Nuvens de Magalhães por exemplo, pode ser confrontado com os resultados de síntese espectral de populações estelares em galáxias semelhantes e mais distantes, nas quais não é possível discernir estrelas individualmente (Pelat 1997 [27]; Raimann et al. 2000 [29]). O aprimoramento dos diferentes métodos de síntese espectral de populações pode se benefi-

ciar de um maior conhecimento a respeito das características observadas em populações de galáxias próximas, como, por exemplo, suas funções de massa. Finalmente, a determinação das principais características das populações estelares em galáxias próximas pode servir como instrumento básico de interpretação das magnitudes e cores integradas de galáxias a *redshifts* intermediários ou a grande *redshift* (Babul & Ferguson 1996 [3]; Ellis 1997 [8]; Glazebrook et al. 1998 [14]).

Nos últimos anos, muitos pesquisadores têm direcionado seus estudos à Grande Nuvem de Magalhães (*Large Magellanic Cloud* - LMC), objeto deste trabalho também, para fins de compreensão sobre sua formação estelar e, por conseqüência, sua própria evolução. A LMC apresenta uma forma irregular e é uma das galáxias mais próximas (~ 50 Kpc). Ela é formada por uma barra na região central, um disco provavelmente constituído majoritariamente por estrelas de idade intermediária e um halo ou, mais provavelmente, um disco espesso nas regiões mais externas.

Muito do que se sabe sobre formação estelar na LMC se deve a estudos de aglomerados estelares. Nesta são encontrados aglomerados (inclusive globulares) de poucos milhões de anos a idades maiores do que 10 bilhões de anos; os mais velhos têm idades semelhantes aos aglomerados globulares encontrados no halo da Galáxia. Esta característica não está presente na Galáxia, onde aglomerados globulares correspondem apenas à população velha (população II). Entretanto, não parece haver evidência de aglomerados com idades entre 4 e 10 bilhões de anos (Jensen, Mould & Reid 1988 [20]; Da Costa 1991¹) na LMC. A única exceção observada talvez seja ESO 121-SC03 (Mateo, Hodge & Schommer 1986 [22]), que pode ter sido capturado da Pequena Nuvem de Magalhães. Esta descontinuidade sugere uma distribuição bimodal, ou seja, a formação de aglomerados estelares deu-se em certos períodos ao longo da história da LMC. Também foi sugerido que os aglomerados até 4 G anos

¹ The Age-Abundance Relations and Age Distributions for the Star Clusters of the Magellanic Clouds. In: HAYNES, R.; Milne, D. (Eds). *The Magellanic Clouds*. 1991. p. 183. (IAU Symposium 148).

apresentam a cinemática de um disco jovem e que a população velha também apresentaria características de um disco preferivelmente a um halo. A razão disto é que a velocidade de dispersão observada para os aglomerados mais velhos são menores do que aquelas que seriam esperadas se os aglomerados constituíssem um halo (Freeman, Illingworth & Oemler 1983 [10]).

Estudos de campos estelares de mais baixa densidade provavelmente são mais representativos do histórico de formação estelar da LMC. Alguns trabalhos realizados a partir de observações terrestres sugerem que estrelas jovens e de idades intermediárias prevalecem sobre estrelas velhas no campo. Bertelli et al (1992) [4] sugere uma taxa de formação constante até os últimos 4 bilhões de anos, onde esta taxa teria aumentado por um fator de 10. Resultados similares foram obtidos por Westerlund, Linde & Lynga (1995) [35] e Vallenari et al. (1996) [33].

A atmosfera da Terra apresenta-se como o principal vilão para observações obtidas de telescópios terrestres. Além dos problemas devidos à extinção, causados pelo espalhamento e absorção da luz por moléculas e poeira presentes na atmosfera, provocando uma atenuação na radiação, temos o problema do “seeing” provocado por turbulências na atmosfera. Este problema alarga as imagens nos detectores, tornando difícil a separação entre estrelas e galáxias com $V \gtrsim 22$. Estes problemas são minorados se as observações forem realizadas acima da atmosfera. Isto é possível graças ao lançamento do Hubble (HST), telescópio refletor com um espelho de 2,4 m de diâmetro e é atualmente o único telescópio ótico, de grande porte, em órbita da Terra. As observações obtidas a partir do HST nos permite uma profundidade maior, que é limitada apenas, no nosso caso, pela radiação vinda de objetos além da LMC.

O *turnoff-point* da população mais velha para estrelas de campo da LMC situa-se abaixo da magnitude citada no parágrafo anterior. Este *turnoff-point* já é facilmente identificado com o uso de detetores a bordo do HST, o que nos permite uma maior precisão na deter-

minação de idades e metalicidades para esta população.

Alguns trabalhos visando populações de campo já foram realizados com o HST. Holtzman et al. (1997) [19] analisando a função de luminosidade de um campo situado na região externa (α : 5 14 44; δ : -65 17 43), campo também estudado por Gallagher et al. (1996) [11], sugere uma taxa constante de formação durante 10 bilhões de anos e um aumento desta por um fator de 3 nos últimos 2 bilhões de anos, indicando um número comparável de estrelas mais velhas e mais jovens do que 4 bilhões de anos. Geha et al. (1998) [12] chegou à mesma conclusão estudando três campos também na região externa da LMC, um deles sendo o campo mencionado acima. Também foram realizados estudos na região mais interna; Elson, Gilmore & Santiago (1997) [9] analisaram um campo próximo do final sudeste da barra.

Neste trabalho estudamos 7 campos distantes entre $\sim 4^\circ$ a $\sim 6^\circ$ do centro da LMC observados em paralelo aos aglomerados alvos do projeto “*Formation and Evolution of Rich LMC Clusters*” (LMC7307) (Beaulieu et al. 1999²; Elson et al. 1998³; Santiago et al 2001 [31]) com o detector *Wide Field and Planetary Camera 2* (WFPC2) a bordo do HST com a finalidade de identificar populações, analisar se os campos compartilham de um mesmo histórico de formação e traçar a distribuição estelar para a população velha e de idade intermediária.

² 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)

³ 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)

Capítulo 2

Observações

Fotometria profunda ($V_{555} < 25,5$) foi realizada para 7 campos imageados com a WFPC2, distantes em média de $\sim 5^\circ$ do centro da LMC. Este detetor é formado por 4 CCDs (ou chips) sendo que 3 destes compõem a *Wide Field Camera* (WFC), correspondendo aos chips 2, 3 e 4; e o restante é o *Planetary Camera* (PC), correspondendo ao chip 1. Todos os CCDs possuem 800 pixels de lado. Porém, o lado de cada pixel das WFCs cobre $\sim 0,1''$ e cada pixel da PC cobre $\sim 0,045''$. Isto torna a PC com maior poder de resolução, mas a área coberta é menor do que cada uma das WFC. A área angular total coberta pelos CCDs é, então, $\sim 5,4 \text{ arcmin}^2$.

Os filtros usados para as observações foram o F555W e o F814W, correspondentes às bandas fotométricas V e I, respectivamente. O tempo de exposição total em cada campo para o filtro F555W foi de 1200 s, dando-nos um limite de saturação de $\sim 18,7 \text{ mag}$. Enquanto que para o filtro F814W este tempo foi de 800 s, onde obtivemos saturação a partir de $\sim 17,5 \text{ mag}$. Em cada campo e cada filtro foram feitas duas exposições de tempos iguais com a finalidade de remover raios cósmicos.

As coordenadas dos campos, as distâncias angulares ao centro da LMC e as datas de observação se encontram na tabela 2.1.

Para determinarmos as coordenadas de cada campo, usamos a tarefa “xy2rd” do programa IRAF, que transforma a coordenada xy no chip em ascensão reta e declinação. Foi usada a coordenada $x = 150$ e $y = 150$ do chip 3, correspondente aproximadamente ao centro geométrico da WFPC2, para a obtenção destas coordenadas. Uma vez obtidas as coordenadas dos campos e conhecendo a coordenada do centro da LMC ($\alpha = 5 \ 23 \ 36$ e $\delta = -69 \ 45$) podemos chegar à distância angular dos campos ao centro (θ) através da seguinte 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 corresponde ao centro da LMC e o 2 corresponde ao campo em questão.

Os campos encontram-se distantes dos respectivos aglomerados por $7,3'$, estando, como

Campo	$\alpha(2000)$	$\delta(2000)$	Dist. ang. ($^{\circ}$)	Data
Hodge 11	6 15 43	-69 48 18	4,5	20/04/98
Hodge 14	5 28 50	-73 30 32	3,8	04/02/98
NGC1805	5 01 28	-66 01 43	4,3	08/12/97
NGC1818	5 03 24	-66 20 42	3,9	11/12/97
NGC1831	5 05 34	-64 49 17	5,2	18/12/97
NGC1868	5 15 31	-63 53 07	5,9	23/03/98
NGC2209	6 09 58	-73 45 40	5,4	31/03/98

Tab. 2.1: *Localização dos campos. As colunas são, respectivamente, campo, ascensão reta, declinação, ângulo entre o centro da LMC e o campo, e as datas das observações. Note que a identificação de cada campo é feita pelo aglomerado ao qual foi observado em paralelo.*

pode ser visto na tabela 2.2, além do raio visual dos aglomerados (Santiago et al. 2001 [31]). Estes foram determinados pela inspeção dos seus perfis de densidade. Portanto, é de se esperar que não haja contaminação por estrelas dos aglomerados ou, pelo menos, que esta seja desprezível. O valor da distância angular entre os campos e os respectivos aglomerados foi obtido novamente pela equação (2.1). Além do raio visual de cada aglomerado, a tabela 2.2 também mostra o número de estrelas em cada campo, os valores de extinção e módulo de distância adotados e o ângulo de posição entre a direção norte e o campo (com vértice no centro da LMC) no plano do céu (PA). Este ângulo foi obtido a partir formula dos 4 elementos da trigonometria esférica e pode ser escrita como

$$\cos PA = \frac{\cos(90 - \delta_2) - \cos \theta \cos(90 - \delta_1)}{\sin \theta \sin(90 - \delta_1)} \quad (2.2)$$

A figura 2.1 mostra a imagem da LMC. Nela é indicada, com setas, as localizações dos aglomerados do projeto LMC7307. Os respectivos campos analisados aqui se encontram

em torno de $7'$ distantes dos aglomerados, como comentado há pouco. A direção norte-sul passa próximo do campo Hodge 14 (tabela 2.2) e pelo centro ótico da LMC e o lado leste se encontra à esquerda da linha.

Fig. 2.1: *Localização dos aglomerados na LMC. Os campos estudados encontram-se a $7'$ dos respectivos aglomerados.*

Para estimarmos o módulo de distância de cada campo foram feitas as seguintes considerações : 1) A distância entre nós e o centro da LMC corresponde a um módulo de distância de 18,5 (Panagia et al. 1991 [26]). 2) Os campos estão num plano inclinado 45 graus com relação à linha de visada, com o lado leste mais próximo e cuja linha de nodos passa pela direção norte-sul (Westerlund 1990 [34]).

A distância entre o campo e o observador pode ser determinada pela seguinte equação

$$S^2[\sin^2 \beta \sin^2 \psi - \cos^2 \theta] + S[2d \cos \theta(1 - \sin^2 \beta \sin^2 \psi)] + [d^2(\sin^2 \beta \sin^2 \psi - 1)] = 0 \quad (2.3)$$

onde S é a distância procurada, β é o ângulo entre a direção norte e o campo no plano da LMC, $\psi = 45^\circ$ é o ângulo de inclinação entre o plano do céu e o plano da LMC, θ é o ângulo entre o centro da LMC e o campo e $d = 50,12$ Kpc é a distância do observador ao centro da LMC obtida a partir do módulo de distância $(m-M) = 18,5$. Campos com $0 < PA < 180^\circ$ estão a leste e, portanto, mais próximos.

Como mencionado no parágrafo anterior, β é o ângulo entre o ponto norte e o campo no plano da LMC e o valor que temos é do ângulo projetado no plano do céu (PA). Ambos estão relacionados por

$$\tan \beta = \frac{\tan PA}{\cos \psi} \quad (2.4)$$

os valores de PA , como já mencionado, se encontram na tabela 2.2.

Campo	Número	Raio Agl.	E(B-V)	$PA(^\circ)$	Mod. Dist.
Hodge 11	2056	1,4'	0,0	96,81	18,34
Hodge 14	2816	1,2'	0,04	174,36	18,49
NGC1805	3798	0,8'	0,04	328,19	18,59
NGC1818	4887	1,3'	0,03	328,63	18,58
NGC1831	2030	1,2'	0,0	338,45	18,58
NGC1868	1699	1,4'	0,02	351,34	18,55
NGC2209	1314	1,2'	0,07	143,27	18,39

Tab. 2.2: *As colunas representam: campo, número de estrelas amostradas, raio angular visual do aglomerado próximo ao campo, extinção, ângulo de posição e modulo de distância adotado.*

2.1 Fotometria

As imagens foram reduzidas seguindo o procedimento de calibração padrão descrito em Holtzman et al. (1995a) [17], que corrige as exposições para vários efeitos instrumentais. Os passos básicos seguidos foram: subtração do *bias level*, subtração do *superbias frame*, subtração do *superdark frame* e aplicação de um *flat field*. A tarefa CRREJ do programa IRAF foi utilizada nas duas exposições de cada filtro com a finalidade de remover raios cósmicos. As exposições foram combinadas, de forma a aumentar a razão sinal-ruído.

Para a obtenção da amostra de estrelas em cada campo usou-se a tarefa DAOFIND do pacote DAOPHOT (IRAF) para ambos os filtros independentemente. Esta tarefa faz a detecção automática de objetos que possuam uma largura à meia altura (FWHM; ver a seguir) dada como parâmetro em `datapars.fwhmpsf` e picos de intensidades maiores que `[findpars.threshold * datapars.sigma]` acima do *background* local. O *background* é a radiação mínima detectada nos pixels aos quais não está associado nenhum objeto. Esta radiação, no caso da WFPC2, é constituída por objetos muito distantes e tênues, bem como luz solar espalhada pela poeira no plano da eclíptica. O valor do desvio padrão na contagem do *background* (σ ; `datapars.sigma`) é um outro parâmetro muito importante, obtido pela tarefa IMEXAMINE tomando-se um valor médio em diferentes pontos de cada chip. O limite de detecção (`findpars.threshold`) usado foi de 5σ .

Para a FWHM do perfil de estrelas foi adotado o valor de 1,4 pixel para os chips das WFCs e 2 pixels para o chip da PC. Estes valores foram encontrados também usando tarefa IMEXAMINE que, entre outras coisas, permite obter o perfil de intensidade instrumental em função da distância ao centro da estrela. O perfil de um objeto pontual (estrela) é facilmente diferenciado ao de um objeto extenso (galáxia, por exemplo). A figura 2.2 mostra a diferença entre estes perfis. Pode ser visto que, para uma estrela, o perfil cai mais abruptamente e apresenta uma menor dispersão quando comparado com o de uma galáxia.

Fig. 2.2: *Painel superior: perfil de uma estrela. Painel inferior: perfil de uma galáxia.*

Com a lista de estrelas obtidas através da tarefa DAOFIND, fez-se fotometria por abertura (tarefa PHOT) e por ajuste a uma *Point Spread Function* (tarefa PSF). Para a fotometria por abertura usamos um raio de abertura de 2 pixels, que correspondem a $0,2''$ para os chips da *Wide Field Camera*, para as estrelas contidas na lista. O modelo de PSF foi

ajustado a cada campo e a cada CCD usando uma função Moffat (Moffat 1969 [23]) com parâmetro $\beta = 1,5$ para uma amostra de estrelas brilhantes, isoladas e não saturadas. Uma vez com o modelo de PSF usamos a tarefa ALLSTAR, que ajusta o modelo a várias estrelas simultaneamente, criando uma nova lista de estrelas com seus valores de magnitudes. Os resultados obtidos pela fotometria por abertura mostraram-se mais adequados do que aqueles obtidos através do ajuste de PSF. Isto pode ser observado através da seqüência principal e do ramo de subgigantes na figura 2.3, que são mais bem definidos no diagrama cor-magnitude (*color-magnitude diagram*- CMD) obtido por fotometria por abertura.

Fig. 2.3: *Comparação entre os CMDs obtidos por fotometria por abertura e por ajuste de um modelo de PSF.*

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.psfrac	15.
daophot.daopars.recenter	yes
daophot.daopars.fitsky	yes
daophot.daopars.groupsky	no
daophot.photpars.apertures	2.
daophot.photpars.zmag	21.67 (I) ou 22.48 (V)
daophot.centerpars.calgorithm	"centroid"
daophot.fitskypars.salgorithm	"mode"
daophot.fitskypars.annulus	20.
daophot.fitskypars.dannulus	10.

Tab. 2.3: *Parâmetros usados na fotometria.*

Nas tabelas 2.3 e 2.4 se encontram, respectivamente, outros parâmetros usados na realização da fotometria e os erros fotométricos em diferentes magnitudes. Estes erros aparecem no arquivo de saída da fotometria.

V_{555}	$\text{err}(V_{555})$	$\text{err}(V_{555}-I_{814})$
26.0	0.25	0.320
25.0	0.10	0.141
24.0	0.05	0.078
23.0	0.02	0.036
22.0	0.01	0.022
21.0	0.01	0.014
20.0	0.00	0.010
19.0	0.00	0.000

Tab. 2.4: *Erros fotométricos. A primeira coluna representa a magnitude, a segunda o erro na magnitude e a terceira o erro na cor.*

Apenas estrelas detectadas em ambos os filtros fazem parte da nossa amostra final. Para isto, incluímos apenas os objetos com as mesmas coordenadas (tolerância de 1 pixel) nos filtros F555W e F814W. Muitos objetos espúrios foram eliminados desta forma. Objetos extensos, assim como pontos ao longo de cruces de difração de estrelas muito brilhantes foram eliminados visualmente. A figura 2.4 mostra a imagem F555W do chip 3 (WF3) do campo próximo a NGC1818, juntamente com o resultado de nossa seleção. As estrelas pertencentes à nossa amostra final são indicadas com pontos na figura. Vemos que não há praticamente nenhuma estrela visível na imagem que tenha sido excluída da amostra.

Correções fotométricas, como correção por abertura e correção por efeito CTE (*Charge Transfer Efficiency* - Holtzman et al. 1995a,b [17] [18]), foram aplicadas aos dados. Como comentado anteriormente, o raio utilizado para a fotometria por abertura foi de 2 pixels, uma vez que queremos evitar contaminação do fluxo de estrelas próximas e ter uma quantidade razoável de fluxo dentro da nossa abertura. Logo, uma correção para raio infinito deve ser

Fig. 2.4: *Imagem do campo juntamente com as estrelas obtidas através da fotometria.*

realizada. Uma outra correção deve também ser efetivada se considerarmos o efeito CTE. As observações foram realizadas com os CCDs resfriados a uma temperatura de -88°C e nesta temperatura objetos localizados no topo do CCD se mostram $\sim 4\%$ menos brilhantes do que se estivessem na base. Existe uma correção mais atualizada deste efeito que se encontra em Whitmore, Heyer & Casertano (1999) [36], mas como as diferenças são desprezíveis para imagens de longo tempo de exposição, optamos por não usar esta correção.

Além das correções descritas acima, correções devido à extinção foram realizadas. Muitos dos valores de extinção que se encontram na tabela 2.2 foram obtidos por ajustes de isócronas aos aglomerados estudados em Santiago et al. (2001) [31]. Porém, os campos próximos a H11 e NGC1831 apresentam um melhor ajuste se o avermelhamento for nulo. Para cada valor de extinção da tabela usamos os correspondentes valores de A_{555} e A_{814} encontrados em Holtzman et al. (1995b) [18].

Capítulo 3

Idades e Metalicidades

As figuras 3.1 - 3.7 mostram, no painel superior, os CMDs finais obtidos para cada campo. Eles foram colocados em ordem crescente de distância angular ao centro da LMC.

Fig. 3.1: *Painel superior: CMD do campo próximo a Hodge 14. Painel inferior: O mesmo CMD porém, com isócronas sobrepostas. A primeira coluna representa o índice de ferro e a segunda a idade em G anos.*

Uma seqüência principal que se estende até $V_{555} \sim 25,5$ pode ser notada claramente nos CMDs. Também pode ser visto um ramo de subgigantes, cujo *turnoff-point* se encontra em $V_{555} \sim 22,5$ e correspondente à população mais velha ($\tau \gtrsim 10$ G anos). A existência

Fig. 3.2: *Painel superior: CMD do campo próximo a NGC1818. As caixas mostram a região do clump e do ramo de subgigantes da população mais velha, cujas estrelas foram usadas para a obtenção dos perfis de densidade. Painel inferior: O mesmo CMD porém, com isócronas sobrepostas. A primeira coluna representa o índice de ferro e a segunda a idade em G anos.*

de um *clump* (com exceção de NGC1805, NGC2209 e NGC1868) centrado em $V_{555} \sim 19$ e $V_{555} - I_{814} \sim 0,9$ é facilmente verificada. Este é formado por estrelas de idades intermediárias. Trabalhos recentes sugerem haver variações na morfologia do *clump*, dependente

Fig. 3.3: *Painel superior: CMD do campo próximo a NGC1805. Painel inferior: O mesmo CMD porém, com isócronas sobrepostas. A primeira coluna representa o índice de ferro e a segunda a idade em G anos.*

da idade e metalicidade das estrelas que para ele contribuem (Piatti et al 1999 [28]). Dado que o número de estrelas observadas nessa região do CMD é relativamente pequeno, pouco podemos contribuir para esta discussão e verificar a possível existência da chamada “estrutura vertical” cituada abaixo do *clump*. Estrelas vermelhas na parte inferior direita do diagrama são estrelas de baixa luminosidade pertencentes à Galáxia.

Fig. 3.4: *Painel superior: CMD do campo próximo a Hodge 11. Painel inferior: O mesmo CMD porém, com isócronas sobrepostas. A primeira coluna representa o índice de ferro e a segunda a idade em G anos.*

No campo próximo a NGC1805 pode ser observado uma grande dispersão no ramo de subgigantes provocado, provavelmente, por uma extinção variável ao longo do campo. Isto indica uma distribuição não homogênea de poeira na região . Algo semelhante ocorre no próprio aglomerado. Nos campos mais distantes, o número de estrelas é significativamente menor, especialmente na parte superior do CMD, tornando difícil a identificação do *clump*.

Fig. 3.5: *Painel superior: CMD do campo próximo a NGC1831. Painel inferior: O mesmo CMD porém, com isócronas sobrepostas. A primeira coluna representa o índice de ferro e a segunda a idade em G anos.*

Neles também se observa uma dispersão no ramo de gigantes, porém menor do que nas proximidades de NGC1805.

Vemos, em relação aos outros campos, um grande número de estrelas mais jovens ($V_{555} \lesssim 21$; $\tau \lesssim 1,5 \text{Ganos}$) nas proximidades de NGC1818 e NGC1805. Estas estrelas povoam a parte superior da seqüência principal nos CMDs. Nesta região os CMDs estão limitados

Fig. 3.6: *Painel superior: CMD do campo próximo a NGC2209. Painel inferior: O mesmo CMD porém, com isócronas sobrepostas. A primeira coluna representa o índice de ferro e a segunda a idade em G anos.*

pelo limite de saturação em nossas imagens ($V_{555} \sim 18,5$). A presença dessas estrelas implica formação estelar mais recente nessa região . Isto é confirmado pela idade jovem dos próprios aglomerados (Johnson et al. 2001¹). Este excesso de estrelas mais jovens, muito

¹ JOHNSON, R. A.; BEAULIEU, S. F.; GILMORE, G. F.; HURLEY, J.; SANTIAGO, B. X.; TANVIR, N. R.; ELSON, R. A. W. Aceito para publicação no Monthly Notices of the Royal Astronomical Society

Fig. 3.7: *Painel superior: CMD do campo próximo a NGC1868. Painel inferior: O mesmo CMD porém, com isócronas sobrepostas. A primeira coluna representa o índice de ferro e a segunda a idade em G anos.*

provavelmente, se deve à contaminação por estrelas da barra, formada principalmente por estrelas de idade intermediária (Elson, Gilmore & Santiago 1997 [9]), já que estes campos são os mais próximos da barra de nossa amostra. A proeminência do *clump* do campo de NGC1818 (ver capítulo 5) é outra evidência da maior presença de estrelas de idade intermediária relativamente a outros campos.

Acima do *turnoff-point* da população mais velha notamos um alargamento na seqüência principal, principalmente para os campos mais densos, indicativo de um processo contínuo de formação estelar. Porém, em alguns campos é visto um segundo *turnoff-point*, sugerindo, sobrepostos à formação contínua, períodos de mais intensa formação estelar. Exemplos disto são os campos próximos a NGC1868, NGC1831 e NGC1818, todos situados na região N/NO da LMC.

Histogramas de cores do campo próximo a NGC1818, para diferentes intervalos de magnitude, se encontram nas figuras 3.8 e 3.9. O *clump* pode ser claramente percebido nos painéis correspondentes ao intervalo em magnitude de 18,5-19,0 e 19,0-19,5, pelos picos na distribuição de cores em $V_{555} - I_{814} \sim 0,8$. Os picos à esquerda ($V_{555} - I_{814} \lesssim 0,6$) na figura 3.8 representam a seqüência principal superior dos CMDs e os picos secundários (até $V_{555} \sim 21,5$) representam o ramo de gigantes. A ausência de diferentes picos na parte inferior dos CMDs, figura 3.9, sugere metalicidades aproximadas para as diferentes populações existentes neste campo. Isto não foi observado apenas para este campo, sendo uma característica presente em todos os outros também. Talvez uma possível existência de bimodalidade esteja presente no painel com intervalo de magnitude de 25,0-25,5 na figura 3.9. O espalhamento observado nas magnitudes mais fracas reflete os erros fotométricos crescentes.

Ajustes de isócronas foram usados para a determinação de idades e de metalicidades para as diferentes populações nos campos. Bertelli et al. (1994) [5] (grupo de Padova) apresenta modelos que vão de $Z = 0,0004$ ($[Fe/H] \sim -1,7$) a $Z = 0,05$ ($[Fe/H] \sim 0,4$) para metalicidades e de 4×10^6 anos a 16×10^9 anos em idades. As magnitudes e cores nestes modelos estão no sistema UBVRI e não no sistema de filtros do Hubble. Por esta razão, usamos uma versão de Guy Worthey² cujas isócronas estão neste sistema. Entretanto, a versão de Worthey apresenta uma grade em metalicidade menor ($-1,3 \leq [Fe/H] \leq -0,4$).

² WORTHEY, G. Comunicação pessoal. 1999.

Fig. 3.8: *Histograma no intervalo $18 < V_{555} < 22$ do campo próximo a NGC1818.*

Para populações aparentemente mais pobres em metais do que $[Fe/H] = -1,3$, as isócronas no sistema padrão foram usadas, uma vez que as diferenças entre os filtros F555W e F814W e o padrão V e I são, em geral, pequenas. A figura 3.10 mostra uma comparação entre isócronas nestes sistemas. Podemos ver que a escolha de um ou outro sistema não alterará significativamente nosso resultado.

Uma distribuição planar de estrelas na LMC, inclinada com relação ao plano do céu,

Fig. 3.9: *Histograma no intervalo $22 < V_{555} < 26$ do campo próximo a NGC1818.*

implica diferentes módulos de distância para os campos, já que estes se encontram em diferentes posições no plano da LMC. Esta correção foi aplicada às isócronas e os valores foram colocados na tabela 2.2. As figuras 3.1 - 3.7 mostram os CMDs com as isócronas já corrigidas no painel inferior.

Em todos os campos, com exceção de NGC1805 onde a isócrona de população velha está presente apenas como um referencial, encontramos uma população velha com idades entre

Fig. 3.10: *Comparação entre isócronas de Pádova no sistema de filtros do Hubble (Worthey) e no sistema padrão (Padova). As isócronas têm idades de 0,5; 2,0 e 15,1 Ganos e $[Fe/H]$ de -0,4; -0,7 e -1,3 respectivamente.*

10 e 16 G anos. Para os campos em que eventos isolados de formação estelar correspondentes a populações de idade intermediária foram detetados, NGC1818, NGC1831 e NGC1868, o ajuste de isócronas sugere idades aproximadas de 3 Ganos para o primeiro, 4 Ganos para o segundo e 2 Ganos para o terceiro. Um método alternativo para determinar idades da

população intermediária consiste na diferença entre as magnitudes do *clump* e o *turnoff-point* de cada população (Geisler et al 1997 [13] e Bica et al 1998 [6]).

Pela análise de isócronas que melhor se ajustam aos CMDs, concluímos que as populações jovem e de idade intermediária apresentam uma metalicidade de $Z \sim 0,004$ ($[Fe/H] \sim -0,7$). Para a população mais velha ($\tau \gtrsim 10$ G anos) valores da ordem de $Z \sim 0,0004$ ($[Fe/H] \sim -1,7$) se ajustam melhor para todos os campos menos para aquele próximo a NGC2209 onde para a população mais velha obtivemos $Z \sim 0,001$ ($[Fe/H] \sim -1,3$). Entretanto, para NGC1818, NGC1831 e, principalmente, NGC1868 há muitas estrelas mais azuis do que as isócronas no ramo de gigantes, o que poderia indicar uma população mais pobre em metais e, por conseqüência, possivelmente ainda mais velha. Algo semelhante ocorre com o próprio NGC1831 e também H11, porém na seqüência principal inferior ($V_{555} \gtrsim 23$). Este desajuste também pode significar problemas com os valores de extinção ou módulo de distância adotados ou, ainda, inadequações dos traços evolutivos usados nas construções das isócronas.

Capítulo 4

Análise das funções de luminosidade

Uma grande quantidade de informação sobre o processo de formação estelar em geral e o histórico de formação estelar em particular está contida na função de luminosidade (FL), que é representada por $\Phi(M)$, onde M é a magnitude absoluta. Esta função nos fornece a distribuição fracional em luminosidade de estrelas na seqüência principal, ou seja, $\int \Phi(M) dM = 1$. Uma outra quantidade tão importante e que pode ser obtida a partir desta é a função de massa ($\psi(m)$), que dá a distribuição de estrelas em massa.

Uma vez que estrelas evoluem para fora da seqüência principal, é de se esperar que tanto Φ quanto ψ dependam do tempo. Estas quantidades estão relacionadas por:

$$\begin{aligned} N(t) \Phi(M_{555}, t) dM_{555} dt &= N(t) \psi[m(M_{555}), t] dm dt \\ &= N(t) \psi[m(M_{555}), t] \frac{dm}{dM_{555}}(t) dM_{555} dt \end{aligned} \quad (4.1)$$

que nos fornece o número de estrelas formadas durante um dado intervalo de tempo dt centrado em um instante t e dentro de um intervalo dM_{555} de magnitude absoluta centrado em M_{555} . A função $N(t)$ acima representa o número de estrelas por unidade de tempo formadas em cada instante do histórico de evolução da galáxia. A dependência temporal da relação massa-luminosidade $[m(M_{555})]$ é conseqüência da evolução química da galáxia, uma vez que a relação depende da metalicidade.

Assumindo uma luminosidade constante para uma estrela durante sua permanência na seqüência principal, podemos exprimir a função de luminosidade observada no presente (Φ_{obs}) como:

$$N_T \Phi_{obs}(M_{555}, t_0) dM_{555} = \int_{\max[0, t_0 - \tau(M_{555})]}^{t_0} \Phi(M_{555}, t) dM_{555} N(t) dt \quad (4.2)$$

onde $N_T = \int N(t) dt$ é o número total de estrelas que contribuem para a função observada. $\tau(M_{555})$ é o tempo de vida na seqüência principal de uma estrela cuja magnitude absoluta durante esta fase, assumida como constante, é M_{555} . O limite inferior da integral leva em conta o fato de estrelas nascidas em um instante anterior a $t_0 - \tau$, onde t_0 é a idade da galáxia

em questão, já evoluíram para fora da seqüência principal e, portanto, não contribuem para Φ_{obs} .

Se nos restringirmos a estrelas de massa inicial suficientemente baixa tal que $\tau[M_{555}(m)] > t_0$, podemos então escrever:

$$N_T \Phi_{obs}(M_{555}, t_0) dM_{555} = \int_0^{t_0} \Phi(M_{555}, t) dM_{555} N(t) dt \quad (4.3)$$

Considerando agora um histórico de formação estelar genérico, tendo como única restrição a hipótese de que a formação estelar na galáxia em questão tenha ocorrido em surtos, ou seja, em episódios de relativamente curta duração, esta equação toma a forma de:

$$N_T \Phi_{obs}(M_{555}, t_0) dM_{555} = \sum_{i=1}^{N_p} N_i \Phi(M_{555}, \tau_i) dM_{555} \quad (4.4)$$

ou

$$\Phi_{obs}(M_{555}, t_0) dM_{555} = \sum_{i=1}^{N_p} f_i \Phi(M_{555}, \tau_i) dM_{555} \quad (4.5)$$

onde N_p é o número de surtos de formação estelar (populações) distintas existentes, N_i representa o número de estrelas formadas em cada surto, τ_i e $f_i = N_i/N_T$ são, respectivamente, a idade da i -ésima população e a fração de estrelas com que esta população contribui para a função observada.

A questão que queremos resolver analisando as funções de luminosidade para estrelas na seqüência principal inferior é se haveria um compartilhamento entre os campos de uma mesma mistura de populações. O limite de magnitude absoluta usado para tentar responder esta questão corresponde a $4,0 < M_{555} < 6,5$ e a $0,6m_{sol} \lesssim m \lesssim 1,1m_{sol}$ em massa, que são estrelas abaixo do *turnoff-point* da população mais velha, como observado dos CMDs. Este limite de magnitudes absoluta corresponde a $22,5 \lesssim V_{555} \lesssim 25,0$ em magnitude aparente.

Um problema observacional se apresenta quando analisamos estrelas de baixa magnitude aparente: a incompletude. Este problema se deve a que estrelas de baixo brilho ficam

ofuscadas por estrelas mais brilhantes próximas, tornando a amostra mais pobre do que realmente seria se todas as estrelas fossem detectadas. O fato de nossos campos serem pouco densos somado ao de trabalharmos com magnitudes no mínimo 0,5 *mag* abaixo (mais brilhantes) do nosso limite de detecção nos fez desprezar a incompletudeza.

As FLs observadas nos diferentes campos se encontram na figura 4.1. O eixo horizontal corresponde a magnitudes absolutas e o eixo vertical à fração de estrelas em cada bin de magnitudes (o tamanho do bin é de meia magnitude) em cada campo. Para a determinação de magnitudes absolutas foram usados os valores do módulo de distância encontrados na tabela 2.2.

Aparentemente as FLs têm a mesma forma, o que é esperado para os campos que compartilhem de um mesmo histórico de formação.

De forma a quantificar esta afirmação usamos o teste Kolmogorov-Smirnov (teste KS). O teste KS é um teste estatístico de comparação que dá a probabilidade de duas amostras serem originadas de uma mesma “população estatística”. Este teste foi aplicado para estrelas no intervalo de magnitudes usado para a obtenção das FLs. As probabilidades obtidas entre pares de campos se encontram na tabela 4.1. Os valores de probabilidades são, em geral, altos e sempre maiores do que 10%. Os valores mais baixos de probabilidades ($P < 30\%$) envolvem o campo próximo de NGC1818 que, como veremos, parece ser dominado por uma população de idade intermediária. A mistura de populações nos diferentes campos é, portanto, similar, o que indica que as frações f_i com que as diferentes populações contribuem para Φ_{obs} variam pouco de um campo para outro.

Devemos lembrar que por querer analisar regiões onde todas as populações se encontram presentes na seqüência principal foi usado um pequeno intervalo em magnitudes. Maiores tempos de exposição nos permitiriam uma maior profundidade e resultados mais confiáveis aos apresentados aqui.

Fig. 4.1: *Funções de luminosidade dos campos para magnitudes abaixo do turnoff-point da população velha.*

Campos	Probabilidade
Hodge 11 , Hodge 14	0,45
Hodge 11 , NGC1805	0,88
Hodge 11 , NGC1818	0,85
Hodge 11 , NGC1831	0,66
Hodge 11 , NGC1868	0,88
Hodge 11 , NGC2209	0,95
Hodge 14 , NGC1805	0,45
Hodge 14 , NGC1818	0,28
Hodge 14 , NGC1831	0,42
Hodge 14 , NGC1868	0,78
Hodge 14 , NGC2209	0,77
NGC1805 , NGC1818	0,10
NGC1805 , NGC1831	0,73
NGC1805 , NGC1868	0,91
NGC1805 , NGC2209	0,91
NGC1818 , NGC1831	0,73
NGC1818 , NGC1868	0,49
NGC1818 , NGC2209	0,58
NGC1831 , NGC1868	0,71
NGC1831 , NGC2209	0,86
NGC1868 , NGC2209	0,91

Tab. 4.1: Probabilidades obtidas a partir do teste KS.

Capítulo 5

Perfis de densidade

Campos	$r(^{\circ}) = \theta$	$r(Kpc)$	N (Clump)	N (Subgigante)
Hodge 14	3,8	3,32	17	20
NGC1818	3,9	3,99	39	17
Hodge 11	4,5	5,16	15	14
NGC1831	5,2	5,03	14	7
NGC2209	5,4	5,23	10	12
NGC1868	5,9	5,32	12	8

Tab. 5.1: *Número de estrelas encontrado na região do clump e na região do ramo de subgigante da população mais velha.*

O estudo de campos a diferentes distâncias com relação ao centro da galáxia nos permite tentar obter o perfil de densidade estelar, mesmo que as diferenças entre estas distâncias não sejam muito grandes. Isto foi feito para a população velha e para a população de idade intermediária do disco para todos os campos.

Uma caixa de $\Delta V_{555} = 0,5$ e $\Delta(V_{555} - I_{814}) = 0,2$ foi definida na região do ramo de subgigantes, $V_{555} \sim 21,75$ e $V_{555} - I_{814} \sim 0,7$, que é a única região no diagrama constituído totalmente por estrelas da população velha. Feito isto, restou apenas contar o número de estrelas contidas na caixa. Para a população de idade intermediária um processo semelhante foi realizado. Uma caixa de $\Delta V_{555} = 1,0$ e $\Delta(V_{555} - I_{814}) = 0,4$ foi definida na região onde o *clump* está presente ($V_{555} = 19$ e $V_{555} - I_{814} = 0,9$). O *clump* contém estrelas entre 0,5 e 10 G anos (Hatzidimitriou & Hawkins 1989 [15]); por esta razão, estrelas do *clump* foram contadas para a determinação do perfil de densidade de população de idade intermediária. A figura 3.2 mostra, no painel superior, um exemplo da posição das duas caixas, cujas estrelas contidas foram usadas para a determinação dos perfis. O número de estrelas encontradas nas duas regiões foi colocado na tabela 5.1.

Podemos ver que na tabela não se encontra presente o campo próximo de NGC1805. Como foi comentado na seção de análise dos CMDs, este campo não apresenta um *clump* e um ramo de subgigantes bem definido, tornando difícil a contagem de estrelas nestas regiões.

Na figura 5.1 mostramos os perfis para a população velha e de idade intermediária em função da distância angular. O valor de N representa o número de estrelas normalizadas ao campo mais próximo do centro (Hodge 14). Barras de erro Poissônico (\sqrt{N}) também são mostradas na figura. Santos et al. (1999) [32] também mostra um perfil de densidade para estrelas do *clump* porém, com um alcance angular maior.

No gráfico da população intermediária vemos um grande pico em $r = 3,9^\circ$ que corresponde ao campo próximo de NGC1818. Como este campo se encontra próximo da barra, acreditamos que haja uma grande contaminação por estrelas da própria barra e decidimos ignorar tal ponto, já que estamos interessados na distribuição estelar do disco e não da barra.

Percebe-se que não foi levado em conta o modelo de Westerlund (1990) [34] na obtenção do perfil. Isto tornaria a distância do campo ao centro da LMC dependente do ângulo entre a direção norte e o campo projetado no plano do céu (PA), e não apenas da distância angular ao centro da LMC (θ), como foi considerado até agora. Na figura 5.2 levamos em conta o modelo e os perfis se encontram em função da distância ao centro, em Kpc (tabela 5.1), segundo este modelo.

Em ambos os gráficos percebe-se que o perfil da população velha apresenta-se levemente mais inclinado do que o da população intermediária.

Fig. 5.1: *Perfis de densidade em função da distância angular. População de idade intermediária no gráfico superior e população velha no inferior. O valor de N foi normalizado com o campo mais próximo do centro (Hodge 14).*

Fig. 5.2: *Perfis de densidade em função da distância. População de idade intermediária no gráfico superior e população velha no inferior. O valor de N foi normalizado com o campo mais próximo do centro (Hodge 14).*

Capítulo 6

Conclusão

Nesta dissertação estudamos 7 campos da LMC distantes entre $\sim 4^\circ$ e $\sim 6^\circ$ do centro da galáxia e observados com o detector WFPC2 a bordo do HST. O principal objetivo foi o de identificar diferentes populações presentes naquela galáxia, dando maior ênfase à população mais velha, uma vez que esta é a de mais difícil identificação em fotometria baseada em solo. Também tentamos obter alguma informação sobre as misturas de populações. Para isto, as FLs de cada campo para estrelas de baixa massa ($\lesssim 1,1 m_{sol}$) foram comparadas. Finalmente, obteve-se o perfil de distribuição estelar para estrelas das populações velha e de idade intermediária.

A identificação de populações foi feita através de ajustes de isócronas aos CMDs em cada campo. Uma população velha, com idades entre $10 \lesssim \tau \lesssim 16 \text{ Ganos}$, é facilmente identificada nos CMDs através da presença de um ramo de gigantes bem desenvolvido e com turn-off em $V_{555} \simeq 22,5$. Esta população apresenta uma metalicidade entre $-1,7 \lesssim [Fe/H] \lesssim -1,3$, com maior tendência ao valor mais pobre em metais. Como esperado, as populações mais jovens aparentam ser mais ricas em metais. O melhor ajuste indica $[Fe/H] \sim -0,7$ para estas populações. Episódios de mais intensa formação estelar são tentativamente identificado em alguns campos na região norte-noroeste. Este episódio teria ocorrido entre 2 e 4 *Ganos* atrás. Os CMDs também mostram um excesso de estrelas jovens, comparado aos outros campos, nas proximidades de NGC1805 e NGC1818. Certa dispersão no *clump* e ramo de gigantes é observado nos campos mais distantes.

Para analisar as misturas de populações, as FLs para estrelas entre $4 < M_{555} < 6,5$ foram estudadas. Trabalhamos dentro deste limite pois queremos estrelas abaixo do *turnoff-point* da população mais velha, já esta é a única região em que todas as populações estão presentes na seqüência principal. As FLs dos diferentes campos apresentam-se semelhantes entre si, o que pode indicar um compartilhamento de uma mesma mistura de populações. O teste KS foi utilizado para quantificar as diferenças ou semelhanças entre as FLs observadas. As probabilidades obtidas pelo teste são, em geral, grandes, o que nos permite sugerir que as

misturas entre as populações que contribuem para os CMDs nos diferentes campos sejam semelhantes.

A obtenção dos perfis de densidade foi a nossa última tarefa. Para isto, foram contadas estrelas na região do *clump* (idade intermediária) e da região do ramo de subgigantes da população mais velha. O perfil da população velha é ligeiramente mais inclinado do que aquele de idade intermediária. Também pode ser observado um excesso de estrelas de idade intermediária para o campo próximo de NGC1818, que acreditamos serem estrelas pertencentes à barra, uma vez que este campo é o mais próximo desta. Isto parece contrastar com o mencionado no parágrafo anterior, onde foi dito que as misturas de populações seriam semelhantes nos diferentes campos. Possivelmente este contraste se deva a que as FLs foram estudadas em um pequeno intervalo de massas, limitando assim a sensibilidade das FLs a diferenças nas misturas de populações. FLs em domínios mais largos de magnitude absoluta (obtidos com fotometria mais profunda) fazem-se necessárias para resolver esta questão.

A confirmação da ocorrência de eventos de ampliada formação estelar ocorridos de 2 a 4 Ganos atrás, sugerida pelos CMDs de alguns dos campos estudados aqui, bem como uma reconstituição mais detalhada das populações presentes nos diferentes campos, suas características e do histórico de formação estelar na LMC em geral, exigem um modelamento detalhado dos CMDs, bem como o uso de métodos estatísticos mais sofisticados. Este tipo de análise está sendo levada a cabo.

Referências Bibliográficas

- [1] ADAMS, W. S.; JOY, A. H.; HUMASON, M. L.; BRAYTON, A. M. The spectroscopic absolute magnitudes and parallaxes of 4179 stars. *Astrophysical Journal*, Chicago, v. 81, p. 187-291, Apr. 1935.
- [2] BAADE, W. The resolution of Messier 32, NGC 205, and the central region of the Andromeda nebula. *Astrophysical Journal*, Chicago, v. 100, p. 137-146, Sept. 1944.
- [3] BABUL, A.; FERGUSON, H. C. Faint blue galaxies and the epoch of dwarf galaxy formation. *Astrophysical Journal*, Chicago, v. 458, n. 1, p. 100-119, Feb. 1996.
- [4] 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.
- [5] BERTELLI, G.; BRESSAN, A.; CHIOSI, C.; FAGOTTO, F.; NASI, E. Theoretical isochrones from models with new radiative opacities. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, Paris, v. 106, n. 2, p. 275-302, Aug. 1994.
- [6] 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.

- [7] CHAMBERLAIN, J. W.; ALLER, L. H. The atmospheres of A-type subdwarfs and 95 Leonis. *Astrophysical Journal*, Chicago, v. 114, p. 52-72, July 1951.
- [8] ELLIS, R. S. Faint blue galaxies. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, Palo Alto, v. 35, p. 389-443, 1997.
- [9] 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.
- [10] FREEMAN, K. C.; ILLINGWORTH, G.; OEMLER Jr., A. The kinematics of globular clusters in the Large Magellanic Cloud. *Astrophysical Journal*, Chicago, v. 272, n. 2, p. 488-508, Sept 1983.
- [11] GALLAGHER, J. S.; MOULD, J. R.; FEIJTER, E. de; 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.
- [12] 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.

- [13] 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*, Woodbury, v. 114, n. 5, p. 1920-1932, Nov. 1997.
- [14] GLAZEBROOK, K.; ABRAHAM, R.; SANTIAGO B.; ELLIS, R.; GRIFFITHS, R. The physical parameters of the evolving population of faint galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Oxford, v. 297, n. 3, p. 885-904, July 1998.
- [15] 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.
- [16] HELFER, H. L.; WALLERSTEIN, G.; GREENSTEIN, J. L. Abundances in some population II K giants. *Astrophysical Journal*, Chicago, v. 129, n. 3, p. 700-719, May 1959.
- [17] 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. 717, p. 1065-1093, Nov. 1995.
- [18] 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. 708, p. 156-178, Feb. 1995.

- [19] 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.
- [20] JENSEN, J.; MOULD, J.; REID N. The continuity of cluster formation in the Large Magellanic Cloud. *Astrophysical Journal Supplement Series*, Chicago, v. 67, n. 1, p. 77-83, May 1988.
- [21] KEENAN, P. C.; KELLER, G. Spectral classification of the high-velocity stars. *Astrophysical Journal*, Chicago, v. 117, n. 2, p. 241-255, Mar. 1953.
- [22] MATEO, M.; HODGE, P.; SCHOMMER, R. A. CCD photometry of Large Magellanic Cloud clusters. III - The unique, remote cluster ESO 121-SC03. *Astrophysical Journal*, Chicago, v. 311, n. 1, p. 113-134, Dec. 1986.
- [23] MOFFAT, A. F. J. A theoretical investigation of focal stellar images in the photographic emulsion and application to photographic photometry. *Astronomy and Astrophysics*, Berlin, v. 3, n. 4, p. 455-461, Dec. 1969.
- [24] MORGAN, W. W.; MAYALL, N. U. A spectral classification of galaxies. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, San Francisco, v. 69, n. 409, p. 291-303, Aug. 1957.
- [25] 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, 1996.

- [26] PANAGIA, N.; GILMOZZI, R.; MACCHETTO, F.; ADORF, H.-M.; KIRSHNER, R. P. Properties of the SN 1987A circumstellar ring and the distance to the Large Magellanic Cloud. *Astrophysical Journal*, Chicago, v. 380, n. 1, p. L23-L26, Oct. 1991.
- [27] PELAT, D. A new method to solve stellar population synthesis problems with the of a data base. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Oxford, v. 284, n. 2, p. 365-375, Jan. 1997.
- [28] PIATTI, A. E.; GEISLER, D.; BICA, E.; CLARIÁ, J. J.; SANTOS Jr., J. F. C.; SARA-JEDINI, 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.
- [29] RAIMANN, D.; BICA, E.; STORCHI-BERGMANN, T.; MELNICK, J.; SCHMITT, H. Population synthesis of HII galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Oxford, v. 314, n. 2, p. 295-306, May 2000.
- [30] SANDAGE, A. The population concept, globular clusters, subdwarfs, ages, and the collapse of the Galaxy. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, Palo Alto, v. 24, p. 421-458, 1986.
- [31] 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.
- [32] SANTOS Jr., J. F. C.; PIATTI, A. E.; CLARIÁ, J. J.; BICA E.; GEISLER, D.; DOTTORI H. Statistics of stellar populations of star clusters and surrounding fields in the outer disk of the Large Magellanic Cloud. *Astronomical Journal*, Chicago, v. 117, n. 6, p. 2841-2855, June 1999.
- [33] 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.
- [34] WESTERLUND, B. E. The Magellanic Clouds : their evolution, structure and composition. *Astronomy and Astrophysics Review*, Berlin, v. 2, n. 1, p. 29-78, 1990.
- [35] 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.
- [36] 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.