Universidade de São Paulo
Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas
Departamento de Astronomia

Bruno Dias

Aglomerados estelares da Pequena Nuvem de Magalhães

São Paulo

2010

Bruno Dias

Aglomerados estelares da Pequena Nuvem de Magalhães

Dissertação apresentada ao Departamento de Astronomia
do Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas
da Universidade de São Paulo como parte dos requisitos
para a obtenção do título de Mestre em Ciências.

Área de Concentração: Astronomia

Orientadora: Prof^ª. Dr^ª. Beatriz Barbuy

São Paulo

2010

À minha família.

Agradecimentos

À professora Beatriz Barbuy, por acreditar em mim e confiar no meu trabalho, por todas as oportunidades que me proporcionou desde a iniciação científica, em 2005;

Aos pesquisadores: Alan Alves-Brito, Alexandre Soares, Basílio Santiago, Bernardo Borges, João Francisco Santos, João Steiner, Leandro Kerber, Marcos Diaz, Paula Coelho, Rodolfo Smiljanic, Thais Idiart, pelas contribuições ao longo destes anos;

À professora Silvia Rossi por apontar minhas falhas durante o mestrado e estimular a continuar sempre melhorando;

À FAPESP, pelo investimento, sob o projeto n^o: 2007/56816-8;

Às Instituições: IAG-USP, SOAR, LNA, ESO, ON, SPNSA;

À minha família: Alvino, Nilda, Gabriel, Paula, Mauro e Márcia, pelo apoio e incentivo;

Aos colegas: Bodão, Bia, Thais, Phillip, Cristiano, grandes amigos desde a graduação, e a Felipe's, Fernanda, Gustavo Rocha, Rodrigo, Tiago Ricci pela descontração musical;

À Marina, por me aguentar na sala, a Michelino e José Adriano, por tornarem possível meu trabalho;

A todos os amigos que rezaram por mim;

“Quando o sábio aponta para a Lua, o idiota olha para o dedo.”

Provérbio Chinês

“Ciência sem religião é manca. Religião sem ciência é cega.”

Albert Einstein

Resumo

Análise de idades e metalicidades de aglomerados estelares nas Nuvens de Magalhães traz informação para estudos sobre a evolução química e dinâmica das Nuvens. Usando-as como calibradores de modelos de populações estelares simples, esse tipo de análise é útil também para o estudo de outras galáxias. Um dos objetivos deste trabalho é derivar idades e metalicidades a partir de espectros integrados de 14 aglomerados na Pequena Nuvem de Magalhães. Busca-se o entendimento, em particular, dos aglomerados de idade intermediária/velha. A metodologia usada para isso é baseada em ajuste de espectro completo dos espectros integrados dos aglomerados, comparando-os a três bases de modelos de populações estelares simples; são usados dois códigos disponíveis na literatura para efetuar tais comparações. Desse modo, são identificados 9 aglomerados como de idade intermediária/velha e os outros 5, jovens. Destacam-se os resultados para os aglomerados com idade intermediária/velha recém identificadas: HW 1, NGC 152, Lindsay 3, 11 e 113. São confirmadas também as idades velhas de NGC 361, 419 e Kron 3 e do bem conhecido e mais velho aglomerado da Pequena Nuvem, NGC 121. Outro objetivo é determinar parâmetros físicos autoconsistentes (idade, metalicidade, distância e avermelhamento) para 7 aglomerados relativamente pouco estudados da Pequena Nuvem, com idades entre ~ 0.5 e 5 Ganos. Para isso são usadas ferramentas estatísticas que comparam CMDs modelados com os observados. Diferentemente de um ajuste visual de isócrona, essa abordagem oferece um critério objetivo e inequívoco para estabelecer quais são os CMDs sintéticos que melhor ajustam o CMD observado. Resultados preliminares mostram a eficiência deste método, que determina $\log(\text{idade})$, com incerteza de 0.10 e $[\text{Fe}/\text{H}]$, com 0.20. Isso pode introduzir novos e importantes limites na relação idade-metalicidade da Pequena Nuvem, que é significativamente mais complexa e menos estudada que a da Grande Nuvem.

Abstract

Analysis of age and metallicity of star clusters in Magellanic Clouds brings information to studies on the chemical evolution and dynamics of the Clouds. By using them as calibrators of single stellar populations models, this type of analysis is also useful for the study of other galaxies. One of the aims of this work is to derive ages and metallicities from integrated spectra of 14 clusters in the Small Magellanic Cloud. We seek for the understanding, in particular, of the intermediate/old age clusters. The method used for this purpose is based on full spectrum fitting of integrated spectra of the clusters, comparing them to three sets of single stellar populations; two codes available in the literature are used to do such comparisons. Thus 9 clusters are identified as intermediate/old age clusters and 5 other as young ones. Noteworthy are the results for the clusters with intermediate/old age newly identified: HW 1, NGC 152, Lindsay 3, 11 and 113. We also confirm the old ages of NGC 361, 419 and Kron 3, and of the well-known oldest cluster of the Small Cloud, NGC 121. Another aim is to determine self-consistent physical parameters (age, metallicity, distance and reddening) for 7 relatively unstudied stellar clusters in the Small Magellanic Cloud, with ages between ~ 0.5 and 5 Gyr. We use statistical tools to compare synthetic and observed CMDs. Differently of a visual isochrone fit, this approach offers objective and unambiguous criteria to establish which are the synthetic CMDs that best fits the observed CMD. Preliminary results show the efficiency of this method, which determines $\log(\text{age})$, with an uncertainty of 0.10 and $[\text{Fe}/\text{H}]$, with 0.20. This can introduce new and important constraints in the age-metallicity relation for the Small Cloud, which is significantly more complex and less studied than the one of the Large Magellanic Cloud.

Lista de Figuras

1.1	Relação idade-metalicidade da SMC compilado por Carrera et al. (2008)	25
1.2	Diagrama Cor-Magnitude do aglomerado globular 47 Tuc.	27
2.1	Exemplo de correção de franjas de interferência em imagens observadas na banda I	40
2.2	Método de descontaminação estatística de estrelas de campo.	43
3.1	Distribuição no céu dos 14 aglomerados da SMC analisados neste trabalho sobrepostos aos aglomerados de estrelas listados em Bica e Schmitt (1995)	48
3.2	Exemplo de saída do STARLIGHT.	50
4.1	Comparações entre os códigos STARLIGHT e <i>ULySS</i> por meio de seus resul- tados para as idades (Ganos). São apresentadas as comparações para cada conjunto de modelos de SSP: BC03, PEGASE-HR e Vazdekis et al.	57
4.2	O mesmo da Fig. 4.1 para metalicidades.	57
4.3	Comparações entre os conjuntos de modelos de SSPs BC03, PEGASE-HR e Vazdekis et al., dois a dois, por meio de seus resultados para as idades. São apresentadas as comparações para cada código STARLIGHT e <i>ULySS</i>	57
4.4	O mesmo da Fig. 4.3 para metalicidades.	58
4.5	Comparações entre os resultados para as idades (Ganos) e os valores da lite- ratura (Tabela 3.2). São apresentadas todas as combinações de código+base de SSPs.	58
4.6	O mesmo da Fig. 4.5 para metalicidades.	59

4.7	Relação idade-metalicidade para aglomerados selecionados da literatura (Tabela 4.3) e resultados deste trabalho, usando STARLIGHT+PEGASE-HR (Tab. 4.1) e <i>ULySS</i> +PEGASE-HR (Tab. 4.2). A linha contínua corresponde ao modelo de evolução química de Pagel e Tautvaisiene (1998). . . .	59
5.1	Resumo dos passos usados para a geração de um CMD sintético. <i>Painel sup. esq.</i> : isócrona adotada (idade e Z), deslocada por efeitos de $(m-M)_0$ e $E(B-V)$. <i>Painel sup. dir.</i> : distribuição de estrelas de acordo com a PDMF e a fração de binárias não resolvidas adotadas. <i>Painel inf. esq.</i> : introdução dos erros fotométricos e incompleteza. <i>Painel inf. dir.</i> : codificação das estrelas em cores, segundo uma escala logarítmica da densidade dos pontos no CMD modelado final do painel anterior. Os parâmetros físicos de entrada estão indicados na figura.	69
6.1	CMD preliminar para HW 1 a partir das observações de 2006B superposto por isócronas de Padova.	72
6.2	O mesmo da Fig. 6.1 para HW 40.	72
6.3	O mesmo da Fig. 6.1 para Lindsay 2.	73
6.4	O mesmo da Fig. 6.1 para Lindsay 3.	73
6.5	O mesmo da Fig. 6.1 para Lindsay 72	74
6.6	CMD preliminar para AM 3 a partir das observações de 2007B com um ajuste visual de isócrona de Padova.	75
6.7	CMD preliminar para Lindsay 2 a partir das observações de 2007B com a isócrona determinada pelos parâmetros ajustados via comparação com CMD sintético, apresentado ao lado.	75
6.8	O mesmo da Fig. 6.6 para Lindsay 2.	76
6.9	O mesmo da Fig. 6.6 para Lindsay 72.	76
6.10	CMD preliminar para HW 1 a partir das observações de 2008B superposto por isócronas de Padova.	77
6.11	O mesmo da Fig. 6.10 para HW 34.	78
6.12	O mesmo da Fig. 6.10 para HW 40.	78
6.13	O mesmo da Fig. 6.10 para Lindsay 3.	79

A.1	<i>Painel superior</i> : Espectro observado (linha preta) do aglomerado HW1 e o melhor modelo ajustado de STARLIGHT+PEGASE-HR (linha azul). <i>Painel inferior</i> : resíduos do ajuste.	97
A.2	O mesmo da Fig. A.1 para o aglomerado K3 (ESO).	98
A.3	O mesmo da Fig. A.1 para o aglomerado K3 (LNA).	98
A.4	O mesmo da Fig. A.1 para o aglomerado L3.	99
A.5	O mesmo da Fig. A.1 para o aglomerado L11.	99
A.6	O mesmo da Fig. A.1 para o aglomerado L113.	100
A.7	O mesmo da Fig. A.1 para o aglomerado NGC 121 (ESO).	100
A.8	O mesmo da Fig. A.1 para o aglomerado NGC 121 (LNA).	101
A.9	O mesmo da Fig. A.1 para o aglomerado NGC 152.	101
A.10	O mesmo da Fig. A.1 para o aglomerado NGC 222.	102
A.11	O mesmo da Fig. A.1 para o aglomerado NGC 256.	102
A.12	O mesmo da Fig. A.1 para o aglomerado NGC 269.	103
A.13	O mesmo da Fig. A.1 para o aglomerado NGC 294.	103
A.14	O mesmo da Fig. A.1 para o aglomerado NGC 361 (ESO99).	104
A.15	O mesmo da Fig. A.1 para o aglomerado NGC 361 (ESO00).	104
A.16	O mesmo da Fig. A.1 para o aglomerado NGC 419.	105
A.17	O mesmo da Fig. A.1 para o aglomerado NGC 458.	105
A.18	<i>Painel superior</i> : Espectro observado (linha preta) do aglomerado HW1 e o melhor modelo ajustado por <i>ULySS</i> +PEGASE-HR (linha azul). <i>Painel inferior</i> : resíduos do ajuste. Pixels vermelhos correspondem a regiões com linhas telúricas rejeitadas pelo ajuste. As linhas verdes contínuas marcam a variação de um σ	106
A.19	O mesmo da Fig. A.18 para o aglomerado K3 (ESO).	107
A.20	O mesmo da Fig. A.18 para o aglomerado K3 (LNA).	107
A.21	O mesmo da Fig. A.18 para o aglomerado L3.	108
A.22	O mesmo da Fig. A.18 para o aglomerado L11.	108
A.23	O mesmo da Fig. A.18 para o aglomerado L113.	109
A.24	O mesmo da Fig. A.18 para o aglomerado NGC 121 (ESO).	109
A.25	O mesmo da Fig. A.18 para o aglomerado NGC 121 (LNA).	110

A.26 O mesmo da Fig. A.18 para o aglomerado NGC 152.	110
A.27 O mesmo da Fig. A.18 para o aglomerado NGC 222.	111
A.28 O mesmo da Fig. A.18 para o aglomerado NGC 256.	111
A.29 O mesmo da Fig. A.18 para o aglomerado NGC 269.	112
A.30 O mesmo da Fig. A.18 para o aglomerado NGC 294.	112
A.31 O mesmo da Fig. A.18 para o aglomerado NGC 361 (ESO99).	113
A.32 O mesmo da Fig. A.18 para o aglomerado NGC 361 (ESO00).	113
A.33 O mesmo da Fig. A.18 para o aglomerado NGC 419.	114
A.34 O mesmo da Fig. A.18 para o aglomerado NGC 458.	114

Lista de Tabelas

2.1	Registro das observações espectroscópicas.	34
2.2	Informações adicionais sobre os aglomerados da amostra.	35
2.3	Registro das observações fotométricas.	37
3.1	Parâmetros da literatura.	46
3.2	Valores de idade e metalicidade adotados da literatura (a partir da Tabela 3.1) e estimativas de massa dos aglomerados.	49
3.3	Tabela comparativa das bases de SSP adotadas para análise dos espectros da amostra.	52
4.1	Melhores resultados ajustados usando o STARLIGHT.	55
4.2	Melhores resultados ajustados usando o <i>ULySS</i>	56
4.3	Dados de idade e metalicidade da literatura para aglomerados bem conhecidos da SMC.	60
6.1	Parâmetros resultantes para Lindsay 2 a partir de ajuste visual de isócrona clássico e do método desenvolvido por Kerber e Santiago (2005).	77
6.2	Estimativas preliminares de idades de aglomerados da SMC a partir de CMDs observados em 2006B e 2007B no telescópio SOAR. São apresentados também os valores adotados para Z , $(m-M)_0$ e $E(B-V)$. *Esses resultados foram obtidos segundo comparações estatísticas com CMDs sintéticos, de forma objetiva.	79

Sumário

1. <i>Introdução</i>	23
1.1 Nuvens de Magalhães	23
1.2 Aglomerados estelares	24
1.3 Populações de aglomerados na SMC	29
1.4 Objetivos	30
1.5 Estrutura da dissertação	31
2. <i>Observações e tratamento de dados</i>	33
2.1 Espectroscopia integrada	33
2.2 Fotometria resolvida	36
2.2.1 Observações	36
2.2.2 Redução de dados	39
2.2.3 Fotometria	40
2.2.4 Descontaminação estatística de estrelas de campo	42
3. <i>Determinação de idades e metalicidades via espectros integrados</i>	45
3.1 Seleção da amostra	45
3.2 Dados da literatura	45
3.3 Ajuste de espectro completo	47
3.3.1 STARLIGHT	48
3.3.2 <i>UlySS</i>	51
3.3.3 Conjuntos de modelos de SSPs	51

4. Resultados dos espectros e discussões	53
4.1 Parâmetros derivados dos espectros integrados	53
4.2 Comentários sobre os aglomerados individuais	55
4.2.1 HW 1	55
4.2.2 Kron 3	61
4.2.3 Lindsay 3	61
4.2.4 Lindsay 11	61
4.2.5 Lindsay 113	62
4.2.6 NGC 121	62
4.2.7 NGC 152	62
4.2.8 NGC 222	62
4.2.9 NGC 256	63
4.2.10 NGC 269	63
4.2.11 NGC 294	63
4.2.12 NGC 361	63
4.2.13 NGC 419	64
4.2.14 NGC 458	65
5. Determinação de parâmetros físicos dos aglomerados via CMDs	67
5.1 Modelamento de CMDs	67
5.2 Comparações estatísticas	68
6. Resultados dos CMDs e discussões	71
6.1 Observações realizadas no semestre 2006B	71
6.2 Observações realizadas no semestre 2007B	72
6.3 Observações realizadas no semestre 2008B	75
7. Sumário e perspectivas	81
7.1 Espectros	81
7.2 CMDs	83
Referências	85

<i>Apêndice</i>	95
<i>A. Ajustes espectrais</i>	97
<i>B. Script PERL para redução de dados do SOI/SOAR usando IRAF</i>	115

Introdução

1.1 Nuvens de Magalhães

A Via Láctea está situada no chamado Grupo Local, que é grupo típico de galáxias e que pode ser estudado com detalhes através dos instrumentos já disponíveis. O Grupo Local é composto por aproximadamente 35 galáxias, considerando sua definição como o grupo das galáxias dentro de um raio < 1.5 Mpc, com magnitudes absolutas na banda V no intervalo $-21.1 < M_V < -8.6$ (Binney e Merrifield, 1998). Três delas são do tipo espirais (as mais brilhantes, Andrômeda – M31 –, Via Láctea e Triângulo – M33), e as demais são galáxias anãs. Tammann (1994) definiu galáxia anã como toda galáxia com $M_V \geq -17$ e mais estendida espacialmente que os aglomerados globulares, e classificou-as como: anãs esferoidais de tipo precoce (*early-type dwarf spheroidals*, dSphs), anãs irregulares de tipo tardio com formação estelar (*late-type star-forming dwarf irregulars*, dIs), anãs ultrafracas (*ultrafaint dwarfs*, uFd), anãs compactas azuis (*blue compact dwarfs*, BCDs), anãs ultracompactas (*ultracompact dwarfs*, UCDs).

As Pequena e a Grande Nuvem de Magalhães (*Small and Large Magellanic Clouds*, SMC e LMC) estão entre os membros do Grupo Local mais próximos da Galáxia, com distâncias galactocêntricas de ~ 61.6 kpc e ~ 50.1 kpc (van der Marel et al., 2009), respectivamente. A classificação dessas galáxias irregulares varia bastante devido às suas características próximas às de outros tipos. A LMC é a mais brilhante depois das espirais, e possui massa, luminosidade e tamanho parecidos com M33, a menos brilhante das espirais. A SMC tem magnitude no limite da definição de Tammann (1994), $M_V = -16.2$ (Binney e Merrifield, 1998) e possui massa, luminosidade e metalicidade nas regiões de formação estelar similar a galáxias dIs, como NGC 6822 e IC 1613 (Tolstoy et al., 2009), por isso será

adotado aqui o tipo morfológico dI para a SMC. Naturalmente, esse tipo de classificação morfológica só é útil se atrelada às características físicas das galáxias (Kormendy et al., 2009). Com tal imprecisão sobre o tipo morfológico das Nuvens de Magalhães, e sabendo que são galáxias interagentes entre si (*Magellanic Bridge*) e com a Via Láctea (*Magellanic Stream*), é possível afirmar que ainda se sabe muito pouco sobre essas duas galáxias que podem ser vistas a olho nu.

Devido a sua proximidade com a Galáxia e alta latitude galática ($b \sim -40^\circ$), as Nuvens de Magalhães são observadas sem grandes limitações através de fotometria resolvida e espectroscopia de estrelas gigantes vermelhas e espectroscopia integrada de média e alta resolução. Para citar alguns exemplos, são destacados aqui estudos envolvendo derivações de abundâncias de estrelas individuais (por exemplo Hill, 1999; Pompéia et al., 2008), usando regiões HII (por exemplo Garnett et al., 1995) e nebulosas planetárias (por exemplo Idiart et al., 2007). Assim, as Nuvens podem ser estudadas com mais detalhes em relação a outras galáxias anãs cuja distância, posição e concentração luminosa não favorecem a observação (p. ex. Mateo, 1998). Elas compõem, portanto, um laboratório para calibrar modelos de luz integrada, testar a teoria de evolução estelar, entender suas populações de estrelas e aglomerados, entre outros estudos que devem ser comparados com a Via Láctea e com as galáxias anãs do Grupo Local. São portanto objetos muito interessantes para estudo, como é possível constatar pelos cinco simpósios da IAU de que foram tema: #20, 108, 148, 190, 256, este último ocorrido em 2008.

Em particular, a Pequena Nuvem tem especial interesse devido, entre outros assuntos destacados acima, à sua complexa relação idade-metalicidade (*age-metallicity relation*, AMR), gradiente de metalicidade e história de formação estelar (*star formation history*, SFH). Ainda assim, a SMC é relativamente menos estudada que a LMC, por exemplo, há poucos trabalhos sobre as SFHs derivadas a partir de CMDs de telescópios terrestres (Harris e Zaritsky, 2004; Chiosi et al., 2006; Noël et al., 2007; Carrera et al., 2008) e do HST (Dolphin et al., 2001; McCumber et al., 2005; Cignoni et al., 2009). Estes trabalhos, baseados em estrelas de campo da SMC, mostraram que sua SFH é bastante suave e aproximadamente constante, como é possível ver na Figura 1.1.

Figura 1.1: Figura extraída de Carrera et al. (2008) para exemplificar a AMR da Pequena Nuvem. Nessa compilação há dados de fotometria (quadrados), espectroscopia (triângulos), e os dados espectroscópicos de Carrera et al. (2008) (círculos). Cf. artigo para mais detalhes e referências.

1.2 Aglomerados estelares

Conhecer as propriedades físicas (metallicidade, idade, luminosidade, massa), dinâmicas (movimento próprio, dispersão de velocidades) e estruturais (distribuição de massa, gradiente de metalicidade) de um sistema de aglomerados estelares é muito útil para o entendimento dos processos de formação e evolução de sua galáxia hospedeira, pois são vínculos aos modelos. O conteúdo estelar dos aglomerados possui a forte característica de serem formados na mesma época e com a mesma composição química presente na nuvem primordial. Isso permite comparar estes objetos a modelos de população estelar simples (*single stellar population*, SSP), com raríssimas exceções (p. ex. NGC 419, Glatt et al., 2008; Girardi et al., 2009).

Com essas características, os aglomerados podem ser observados através de espectros integrados, por exemplo. Eles são parecidos com espectros de estrelas individuais, com a diferença de que suas linhas são alargadas por deslocamentos Doppler de suas estrelas componentes. Os tipos espectrais variam de aglomerado para aglomerado devido às diferentes metalicidades de cada aglomerado. Tais espectros podem ser analisados através da

determinação de índices de Lick, por exemplo: H_β , Mg_2 , Fe5270, Fe5335 e NaD (de Freitas Pacheco et al., 1998), ou também a partir de códigos recentes de ajuste de espectro completo (*full spectrum fitting*), como é o caso do STARLIGHT (Cid Fernandes et al., 2005) e do *ULySS* (Koleva et al., 2009). Outra maneira muito usada é a análise do tripleto de CaII (λ 8498, 8542, 8662 Å) em espectros de gigantes vermelhas, quando é possível observar estrelas resolvidas dos aglomerados (p. ex. Carrera et al., 2007; Parisi et al., 2009).

A determinação de parâmetros atmosféricos a partir de índices (Faber et al., 1985; Rose, 1994; Jones e Worthey, 1995) é o método mais indicado para espectros de estrelas fracas. Relações mais precisas entre características espectrais e parâmetros atmosféricos exigem espectros com boa dispersão e alta razão sinal sobre ruído (*signal-to-noise*, S/N), que são disponíveis apenas para poucas estrelas brilhantes. No entanto, o advento de grandes levantamentos de dados (p. ex. *Sloan Digital Sky Survey*, SDSS) e telescópios terrestres gigantes (p. ex. *European-Extremely Large Telescope*, E-ELT, com 42 m de espelho primário; *Giant Magellan Telescope*, GMT, com 24.2 m; *Thirty Meter Telescope*, TMT, com 30 m) e espaciais (p. ex. *James Webb Space Telescope*, JWST) exige técnicas mais automatizadas de análise para obter resultados de modo eficiente e coeso. Felizmente há avanços em códigos que executam desde funções simples como a medição de larguras equivalentes (p. ex. Sousa et al., 2007) até os que ajustam populações estelares a partir de bases empíricas e teóricas de SSP, numa comparação estatística pixel a pixel (p. ex. Cid Fernandes et al., 2005). Este último tipo de código é pensado para objetos com população estelar composta, então seus resultados para aglomerados são picos em determinadas combinações de idade e metalicidade, tanto maiores quanto maior for a contribuição daquela população na galáxia em alguns casos, ou a SSP que mais se aproxima, em outros. Sua grande vantagem é a utilização de todo o sinal observado, não apenas de algumas características espectrais.

Outro ramo de análises de aglomerados estelares é baseada em fotometria. Novamente, como pode-se supor com uma certa segurança que os aglomerados estelares são SSPs, então, nos casos em que é possível observar estrelas resolvidas com fotometria, constroem-se diagramas cor-magnitude (*color-magnitude diagrams*, CMDs) e aplicam-se conhecimentos da teoria de evolução estelar. Como todas as estrelas possuem mesma idade e metalicidade, são as diferentes massas que regem os estágios evolucionários. Localizando cada estrela de um aglomerado com uma dada cor e uma dada magnitude, é fácil localizar concentrações

Figura 1.2: Figura extraída de Dotter et al. (2009) para exemplificar um CMD de aglomerado globular, no caso 47 Tuc. Os pontos pretos são estrelas observadas pelo telescópio espacial Hubble (*Hubble Space Telescope*, HST) e as linhas contínuas são as isócronas referentes a idade, metalicidade ($[\text{Fe}/\text{H}]$), abundância de elementos α ($[\alpha/\text{Fe}]$) e abundância de Hélio (Y) apresentadas na figura. Cf. artigo para mais detalhes.

de pontos em regiões bem definidas e diretamente relacionadas com os estágios da evolução estelar. Isócronas são os modelos evolucionários criados a partir de uma função de massa inicial (*initial mass function*, IMF) e teoria de evolução estelar envolvendo os processos condutivos e convectivos buscando o equilíbrio da pressão de radiação com a força gravitacional; elas representam cada estágio destacado em um CMD. Um exemplo de CMD com isócrona pode ser visto na Figura 1.2.

Há alguns métodos para determinação de parâmetros físicos do aglomerado a partir de seu CMD, sendo os mais utilizados divididos em duas categorias: (i) posição do ponto de desvio da Sequência Principal; (ii) morfologia do Ramo Horizontal. Na primeira categoria, a idade do aglomerado é baseada na magnitude absoluta do ponto de desvio e na metalicidade do aglomerado, segundo relação de Bergbusch e Vandenberg (2001), por exemplo. A limitação neste método é a clara dificuldade de se determinar o ponto exato de desvio, um dos agravantes sendo a presença de *blue stragglers*. Uma alternativa é ajustar isócronas, com a vantagem de ajustar simultaneamente idade, módulo de distância e avermelhamento.

No entanto, neste caso é dado um peso maior ao ajuste em cor em relação ao ajuste em magnitude e sabe-se que o índice de cor de uma isócrona é relativamente incerto devido à incerteza no tratamento do envelope e da transformação de temperatura em cor.

Outro método para contornar isso é usar a diferença de luminosidade entre o ponto de desvio e o ramo horizontal. A luminosidade do ramo horizontal não depende da idade, apenas da metalicidade, ao contrário da luminosidade do ponto de desvio, como dito acima. Assim, com ambas relações é possível obter a idade independente de ponto zero de calibração em módulo de distância e avermelhamento. Nos casos de aglomerados que não apresentam estrelas no ramo horizontal, um método mais raro pode ser usado, baseado na diferença de cores entre o ponto de desvio e a aglutinação no vermelho. Na segunda categoria, há vários trabalhos sobre o efeito de segundo parâmetro. Em particular, Lee et al. (1994) mostra modelos de ramo horizontal e como sua morfologia varia com a idade e a metalicidade das estrelas componentes. Um ramo horizontal mais azul pode ser devido tanto a uma baixa metalicidade quanto a uma idade muito velha. Uma consequência importante desse método é mostrar que aglomerados estelares com metalicidade próxima da solar e que apresentam variáveis RR Lyrae (p. ex. no Bojo Galáctico) são os objetos mais velhos da Via Láctea.

Nessa área também há avanços em métodos mais automatizados de análise de CMDs. Tais técnicas comparam, via critérios estatísticos, os CMDs observados com CMDs sintéticos gerados a partir de isócronas, levando-se em conta a qualidade fotométrica dos dados e efeitos de seleção. Com esse tipo de análise é possível obter de forma objetiva e autoconsistente os melhores valores permitidos pela qualidade dos dados de idade, módulo de distância e também a metalicidade e o avermelhamento, com as respectivas incertezas. Isso é particularmente importante para os casos em que os objetos possuem baixa estatística estelar.

1.3 Populações de aglomerados na SMC

O conceito de populações estelares foi introduzido por Baade (1944) que classificou estrelas azuis em ambientes de muito gás e poeira – braços espirais dos discos das galáxias espirais – como população I, e estrelas vermelhas em ambientes pobres em gás e poeira – galáxias elípticas e componentes esferoidais de galáxias espirais – como população II. Desde então essa classificação tem sido aprimorada e expandida de acordo com o aumento de

informações observacionais sobre características das estrelas, combinadas com os avanços na teoria de evolução estelar. Os estudos de população pós-Baade caracterizam grupos estelares de várias componentes da respectiva galáxia de acordo com suas metalicidades em função da idade, cinemática e posição. Essa caracterização cada vez mais detalhada tem implicações principalmente nos modelos de formação e evolução das galáxias (Sandage, 1986).

Há diversos artigos recentes sobre o estudo das populações estelares da Pequena Nuvem de Magalhães. São destacados alguns a seguir que contribuem para o melhor entendimento da história de formação estelar e evolução química da SMC: Dolphin et al. (2001) estudaram a SFH em um campo em torno do aglomerado velho NGC 121. Eles encontraram uma SFH com pico alargado, e uma alta taxa de formação entre 5 e 8 Ganos atrás. Dentro de 2σ pode ser adotada uma formação estelar constante de ~ 15 a ~ 2 Ganos atrás. Ao longo de sua história, a metalicidade aumentou do valor primário $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -1.3$ para idades acima de 8 Ganos, para $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.7$ atualmente. Harris e Zaritsky (2004), baseados em um catálogo de 6 milhões de estrelas localizadas em 351 regiões da SMC observadas nos filtros UBVI (Zaritsky et al., 1997), encontraram evidências similares sobre a história de formação estelar da SMC, porém com mais detalhes e cobrindo uma região maior. Eles sugerem estas principais características: a) uma época significativa de formação estelar com idades maiores que 8.4 Ganos; b) uma época longa e quiescente entre 3 e 8.4 Ganos; c) uma formação estelar contínua iniciada há 3 Ganos até o hoje; d) no período c), 3 picos importantes de formação estelar devem ter ocorrido há 2-3 Ganos, outro há 400 Manos e um mais recente há 60 Manos.

Quanto à população de aglomerados globulares, os da Galáxia são velhos e os da LMC possuem uma lacuna entre 3 e 13 Ganos (Geisler et al., 1997; Da Costa, 1991); no caso da SMC há aglomerados de todas as idades cobrindo um amplo espectro de metalicidades. Um fato interessante é que todas as estrelas são formadas em aglomerados, mas a maior parte das estrelas observadas são de campo, o que remete à conclusão natural de que em algum momento de sua evolução, aglomerados são destruídos espalhando seu conteúdo estelar no meio (de Grijs e Goodwin, 2008; Gieles et al., 2007). Se Harris e Zaritsky (2004) notaram uma faixa de idades com poucas estrelas de campo, para o qual existem aglomerados, isso pode indicar que na SMC houve pouca destruição de aglomerados, como concluiu Gieles

et al. (2007). Dessa maneira, a história de formação estelar da SMC pode ser estudada através tanto de estrelas de campo, como de aglomerados, o que torna esses objetos úteis para a compreensão da formação e evolução desta galáxia e consequentemente de suas vizinhas interagentes (LMC e Via Láctea).

Nessa linha, vários grupos dedicam-se ao estudo das populações de aglomerados da SMC. Por exemplo, Carrera et al. (2008) estudaram a história do enriquecimento químico da SMC, baseados em amostras de gigantes vermelhas, e também contribuíram com resultados sobre os aglomerados mais bem estudados. Noël et al. (2007) analisaram CMDs de 12 campos localizados em diversas regiões da SMC e concluíram que nenhuma das regiões é dominada por população estelar velha, consistente com a ausência de ramo horizontal em todos os CMDs. Chandar et al. (2006) exploraram a conexão entre as distribuições de idade de aglomerados estelares e estrelas de campo usando dados fotométricos; os resultados são consistentes com o cenário em que a maioria das estrelas da SMC formaram-se em aglomerados.

1.4 Objetivos

Um dos objetivos deste trabalho é derivar idades e metalicidades a partir de espectros integrados de 14 aglomerados na Pequena Nuvem de Magalhães. Busca-se o entendimento, em particular, dos aglomerados de idade intermediária/velha. Para isso são usadas técnicas de ajuste de espectro completo dos espectros integrados dos aglomerados, comparando-os a três bases de modelos de população estelar simples; são usados dois códigos disponíveis na literatura para efetuar tais comparações. Outro objetivo é determinar parâmetros físicos autoconsistentes (idade, metalicidade, distância e avermelhamento) para 7 aglomerados relativamente pouco estudados da Pequena Nuvem, com idades entre ~ 0.5 e 5 Ganos. Para isso são usadas ferramentas estatísticas para comparar CMDs modelados com os observados. Os resultados dessas análises contribuem para estudos sobre a evolução química e dinâmica da Pequena Nuvem e de outras galáxias, consequentemente.

1.5 Estrutura da dissertação

No Cap. 2 são apresentados detalhes das observações espectroscópicas e fotométricas, assim como dos procedimentos de redução. No Cap. 3 é descrita a metodologia de ajuste de espectro completo adotada para a análise dos espectros integrados da amostra, cujos resultados são dados no Cap. 4 seguidos de discussões. Os processos de modelamento de CMD e comparações estatísticas com as observações são descritos no Cap. 5. Os resultados preliminares dos CMDs são dados no Cap. 6. O Cap. 7 é um sumário dos resultados e discussões com respeito aos dados espectroscópicos e fotométricos. Apresenta também perspectivas para continuidade do trabalho. Os espectros com os respectivos ajustes encontram-se no Apêndice A. O Apêndice B contém o *script PERL* desenvolvido para a redução dos dados fotométricos do SOI/SOAR.

Observações e tratamento de dados

2.1 *Espectroscopia integrada*

As observações foram realizadas no telescópio de 1.6m do Laboratório Nacional de Astrofísica (LNA/MCT, Brasil) e no telescópio de 1.52m do European Southern Observatory (ESO, La Silla, Chile), dentro do tempo disponível em um acordo ESO-ON (Observatório Nacional) e dentro de um acordo IAG-ON financiado pelo projeto FAPESP 1998/10138-8.

No LNA foi usada uma câmera CCD SITE com 1024×1024 pixels, de tamanho $24 \mu\text{m}$ cada. Uma grade de 600 l/mm permitiu uma resolução espectral de $4.5 \text{ \AA}$ FWHM. Os espectros foram centrados na região de Mgb $\lambda 5170$, incluindo os índices H_β $\lambda 4861$, Fe $\lambda\lambda 5270, 5335$, Mg₂ e NaD $\lambda 5893$. No ESO, foi usada uma câmera CCD Loral/Lesser #38 com 2688×512 pixels, de tamanho $15 \mu\text{m}$ cada e uma grade de 600 l/mm, permitindo uma resolução espectral de $4 \text{ \AA}$ FWHM.

Em todas as observações foram usadas fendas longas na direção leste-oeste, com comprimentos de 3 arcmin no LNA e 4.1 arcmin no ESO e 2 arcsec de largura em ambos casos. Para cada aglomerado foram feitas de 2 a 6 medidas, cobrindo principalmente suas regiões mais brilhantes e os tempos de integração usados foram de 20 a 50 min cada.

A redução dos dados foi feita por Thais Idiart com o pacote IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) seguindo o procedimento padrão para espectros de CCD de fenda longa: correção de bias, dark e flatfield, extração e calibração em λ e fluxo. Para a calibração em fluxo, foram observadas pelo menos três estrelas padrão espectrofotométricas em cada noite. Tais estrelas padrão foram observadas em boas condições do céu e usando fendas mais largas para garantir a calibração em fluxo absoluto. Em algumas noites as condições climáticas não eram fotométricas, mas mesmo nestas noites foram observadas

Tabela 2.1 - Registro das observações espectroscópicas.

Aglomerado	α (J2000)	δ (J2000)	t_{exp}	n_{exp}	Data	Telesc.
	(^h ^m ^s)	(^o ' ")	(min)			
HW1	00:18:25	-73:23:38	30	4	05.08.99	LNA
K3 (LNA)	00:24:46	-72:47:38	30	2	04.08.99	LNA
K3 (ESO)			40	3	06.08.00	ESO
L3	00:18:26	-74:19:07	30	4	04.08.99	LNA
L11	00:27:45	-72:46:56	30	2	31.12.99	ESO
L113	01:49:31	-73:44:04	30	3	30.12.99	ESO
NGC 121 (LNA)	00:26:43	-71:31:57	20	3	03.08.99	LNA
NGC 121 (ESO)			40,40	3	05.08.00	ESO
NGC 152	00:32:55	-73:07:04	30	2	30.12.99	ESO
NGC 222	00:40:42	-73:23:00	40	2	07.08.00	ESO
NGC 256	00:45:54	-73:30:26	40	2	08.08.00	ESO
NGC 269	00:48:21	-73:31:49	40	2	09.08.00	ESO
NGC 294	00:53:04	-73:23:17	30	2	31.12.99	ESO
NGC 361 (ESO99)	01:02:11	-71:36:24	30	2	31.12.99	ESO
NGC 361 (ESO00)			40	3	05.08.00	ESO
NGC 419	01:08:18	-72:53:06	40	2	08.08.00	ESO
NGC 458	01:14:53	-71:33:04	50	1	08.08.00	ESO

estrelas padrão espectrofotométricas para assegurar uma calibração em fluxo relativo. A extinção atmosférica foi corrigida através de coeficientes médios derivados para cada observatório. Após a redução, os espectros foram combinados para aumentar a razão sinal/ruído (signal-to-noise, S/N) global e filtrados para minimizar o ruído de alta frequência, diminuindo portanto suas resoluções para da ordem de $\text{FWHM} = 7 \text{ \AA}$. O log das observações é apresentado na Tabela 2.1. A Tabela 2.2 apresenta informações adicionais sobre os aglomerados. Valores de avermelhamento $E(B-V)$ dados nesta tabela foram obtidos usando os mapas de avermelhamento de Schlegel et al. (1998). A razão S/N por pixel medidos nos espectros combinados e filtrados são apresentados também na Tabela 2.2.

Tabela 2.2 - Informações adicionais sobre os aglomerados da amostra. Os valores do avermelhamento foram obtidos a partir dos mapas de Schlegel et al. (1998). A razão S/N foi medida nos espectros finais combinados e filtrados.

Aglomerado	Nomes alternativos	diâm. (')	E(B-V)	S/N @ $\lambda\lambda$
HW1		0.95	0.037	50 @ 6213-6262
K3 (LNA)	L8, ESO28SC19	3.4	0.037	15 @ 6213-6262
K3 (ESO)				114 @ 6082-6132
L3	ESO28SC13	1.0	0.038	16 @ 6213-6262
L11	K7, ESO28SC22	1.7	0.037	18 @ 5820-5880
L113	ESO30SC4	4.4	0.047	33 @ 5454-5490
NGC 121 (LNA)	L10, K2, ESO50SC12	3.8	0.054	66 @ 6213-6262
NGC 121 (ESO)				253 @ 6082-6132
NGC 152	L15, K10, ESO28SC24	3.0	0.037	25 @ 5940-6010
NGC 222	L24, K19, ESO29SC4, SMC0009(OGLE)	1.2	0.037	69 @ 6086-6126
NGC 256	L30, K23, ESO29SC11, SMC0032(OGLE)	0.9	0.037	175 @ 6213-6262
NGC 269	L37, K26, ESO29SC16, SMC0046(OGLE)	1.2	0.037	130 @ 6213-6262
NGC 294	L47, ESO29SC22, SMC0090(OGLE)	1.7	0.037	90 @ 5820-5880
NGC 361 (ESO99)	L67, ESO51SC12	2.6	0.037	43 @ 5820-5880
NGC 361 (ESO00)				131 @ 6213-6262
NGC 419	L85, K58, ESO29SC33, SMC0159(OGLE)	2.8	0.037	149 @ 6213-6262
NGC 458	L96, K69, ESO51SC26	2.6	0.037	173 @ 6213-6262

2.2 Fotometria resolvida

2.2.1 Observações

Durante os semestres 2006B, 2007B e 2008B foram realizadas, em modo fila, observações de fotometria resolvida para aglomerados da SMC no telescópio SOAR (Southern Astrophysical Research), de 4.1 m. Foi utilizado o imageador óptico SOI (SOAR Optical Imager), sob proposta do PI Leandro Kerber. Os aglomerados da amostra foram selecionados por haver pouca informação sobre eles na literatura. Por exemplo, a única determinação de idade disponível na época das observações era para Lindsay 72 (< 200 Manos, Rafelski e Zaritsky (2005)).

Foram usados dois CCDs EEV de 2050×4100 px cobrindo um campo de 5.2×5.2 arcmin², com uma escala de $0.077''/\text{px}$. Entre os dois CCDs há uma fenda de $10.8''$, e por isso os aglomerados sempre foram centrados de forma a evitá-la, aproveitando assim todo o aglomerado sem depender de observar três ou mais imagens deslocadas na extensão do CCD para corrigir a fenda via combinações. Essa configuração permite uma FWHM ~ 0.8 arcsec para uma PSF média (*point spread function*, função de distribuição de um ponto) e um limite de magnitude de $V \sim 23$. O registro das observações é dado na Tabela 2.3. Adotou-se como padrão observar sempre exposições de longa e curta duração a fim de ter uma amostragem no maior intervalo de magnitudes possível.

As imagens de 2006B foram comprometidas devido ao descolamento de lentes do imageador usado, em fase de adaptação ao telescópio. Ainda assim, foi possível reduzir as imagens e fazer os CMDs para ter uma ideia da idade, por exemplo, usando o método da diferença de cores entre o ponto de desvio e o ramo das gigantes. Detalhes sobre os problemas com o SOI/SOAR durante o semestre 2006B são encontrados no informativo do SOAR na página do LNA^{1,2}.

Em 2007B tencionou-se reobservar os cinco aglomerados de 2006B, acrescentando-se à lista AM 3 e HW 34. Devido ao planejamento das observações em modo fila da época, foram observados apenas três aglomerados. Em 2008B, por fim, todos os quatro aglomerados não observados em 2007B foram observados com sucesso. O registro dessas observações é dado na Tabela 2.3.

¹ http://www.lna.br/soar/NSO/info_news.html#15_11_2006

² http://www.lna.br/soar/NSO/info_news.html#25_11_2006

Em 2007B as imagens também apresentaram problemas, mesmo após serem fixados os espelhos descolados em 2006B. Desta vez a PSF das estrelas apresentou um padrão atípico principalmente nas imagens do aglomerado AM 3. Quando combinadas as imagens deste aglomerado nota-se que cada estrela desloca-se de uma imagem em relação a outra de maneira não sistemática.

Em 2008B os problemas com as PSFs permaneceram, mas dessa vez em 90% das imagens é possível identificar uma distorção em direções sistemáticas, tornando as PSFs elipsoidais e não axissimétricas como o esperado. Essas direções variam ao longo da noite, o que pode ser explicado, portanto, por um problema no acompanhamento do telescópio SOAR. Bernardo Borges (IAG/USP), sob supervisão do Prof. João Steiner (IAG/USP), está desenvolvendo rotinas em IDL para deconvoluir PSFs que servirão para corrigir as imagens de 2008B. Essas rotinas seguem basicamente quatro etapas: (i) decomposição multi-escalas via transformada discreta *wavelet* (algoritmo “a trous”); (ii) obtenção de uma PSF mediana dos dados para deconvolução; (iii) deconvolução de Landweber das escalas de interesse; e (iv) reconstrução da imagem corrigida. Estão sendo realizados testes com dados sintéticos e em breve será possível aplicá-los a imagens do SOAR.

Na missão de 2006B foram observadas sete estrelas padrão de um campo de 5.2×5.2 arcmin² proporcionado pelo SOI, com estrelas definidas por Sharpee et al. (2002). Nas outras duas missões foram observadas estrelas padrão em dois campos da região da SMC, definidos também por Sharpee et al. (2002), contendo seis e sete estrelas respectivamente. Nos três casos as imagens desses campos foram obtidas nos filtros B, V e I em diferentes horários, o que torna possível usar as magnitudes e cores dessas estrelas para calibrar as magnitudes e cores das estrelas dos aglomerados com dependência da massa de ar.

Tabela 2.3 - Registro das observações fotométricas.

Aglomerado	α (J2000) (^h ^m ^s)	δ (J2000) (^o ['] ^{''})	t_{exp} (min)	n_{exp}	Filtro (UBVRI)	Data
2006B						
HW 1	00:18:25	-73:23:38	600, 15	2, 2	B	29.09.06
			450, 7	2, 2	V	29.09.06
			250, 10, 7	2, 1, 2	I	29.09.06

Continua na próxima página...

Tabela 2.3 - Continuação

Aglomerado	α (J2000) (<i>h m s</i>)	δ (J2000) (<i>o ' ''</i>)	t_{exp} (min)	n_{exp}	Filtro (UBVRI)	Data
HW 40	01:00:07	-71:17:44	600, 15	2,2	B	30.09.06
			450, 7	2,2	V	30.09.06
			250, 5	2,2	I	30.09.06
L 2	00:12:38	-73:29:27	600, 15, 5	2, 2, 1	B	29.09.06
			450, 7	2, 2	V	29.09.06
			250, 25, 5	2, 2, 4	I	29.09.06
L 3	00:18:26	-74:19:07	600, 15	2, 2	B	29.09.06
			450, 7	2, 2	V	29.09.06
			250, 10, 5	2, 1, 2	I	29.09.06
L 72	01:03:36	-72:49:33	600, 15	2,2	B	30.09.06
			450, 7	2,2	V	30.09.06
			250, 5	2,2	I	30.09.06
2007B						
AM 3	23:48:41	-72:56:45	600, 20	3, 3	B	06.09.07
			200, 15	3, 3	V	06.09.07
			210, 10	3, 3	I	06.09.07
L 2	00:12:38	-73:29:27	600, 20	3, 3	B	06.09.07
			200, 15	3, 3	V	06.09.07
			210, 10	3, 3	I	06.09.07
L 72	01:03:36	-72:49:33	600, 20	3, 3	B	06.09.07
			200, 15	3, 3	V	06.09.07
			210, 10	3, 3	I	06.09.07
L 72 (campo)	01:02:54	-72:49:33	20	3	B	06.09.07
			200, 15	1, 3	V	06.09.07
			10	3	I	06.09.07
2008B						
HW 1	00:18:25	-73:23:38	600, 20	3, 2	B	21.09.08
			200, 15	3, 2	V	21.09.08
			210, 10	3, 2	I	21.09.08
HW 34	00:58:10	-73:32:27	600, 20	4, 3	B	21.09.08
			200, 15	5, 4	V	21.09.08
			210, 10	5, 4	I	21.09.08

Continua na próxima página...

Tabela 2.3 - Continuação

Aglomerado	$\alpha(\text{J2000})$ (^h ^m ^s)	$\delta(\text{J2000})$ (^o ' ")	t_{exp} (min)	n_{exp}	Filtro (UBVRI)	Data
HW 40	01:00:07	-71:17:44	600, 20	3, 2	B	21.09.08
			200, 15	3, 2	V	21.09.08
			210, 10	3, 2	I	21.09.08
L 3	00:18:26	-74:19:07	600, 20	3, 2	B	21.09.08
			200, 15	3, 2	V	21.09.08
			210, 10	3, 2	I	21.09.08

2.2.2 Redução de dados

Para a redução de dados foram usados os procedimentos padrão para fotometria com CCD, usando pacotes específicos para trabalhar com imagens do tipo mosaico geradas pelo SOI/SOAR. Cada uma das duas placas do CCD é dividida em duas imagens a serem compostas pelos pacotes citados.

Foram verificadas as imagens de *bias* e *flatfield* através de suas estatísticas para obter uma imagem de bias combinada, já cortadas para evitar os efeitos de leitura das bordas. Da mesma maneira foi gerada uma imagem final de *flatfield* para os três filtros, considerando o bias final e cortando as imagens coerentemente.

Com essas imagens em mãos foram então processadas as imagens dos aglomerados para os três filtros, corrigindo os efeitos de ruído de leitura e de resposta dos pixels do CCD. Em seguida cada conjunto de imagens com mesmo tempo de exposição, mesmo filtro foram combinadas para cada objeto. Somente após a geração destas imagens finais é que se aplica a conversão das imagens tipo mosaico em imagens *fits* únicas. Procedimentos análogos são feitos para as imagens dos campos de estrelas padrão, que são separados por massa de ar e filtro.

Foi desenvolvido um *script* em *Perl* para realizar automaticamente os procedimentos descritos acima. É claro que a verificação das imagens uma a uma para evitar erros grosseiros precisa ser feita manualmente antes de rodar o *script*, que é apresentado integralmente

Figura 2.1: Exemplo de correção de franjas de interferência em imagens observadas na banda I. A primeira imagem é a original, já reduzida de efeitos de *bias* e *flatfield* e combinada; a segunda é o padrão de interferência a ser subtraído; a terceira é o resultado final sem franjas.

no Apêndice B.

O processamento de imagens na banda I exige um passo além: a correção de franjas de interferência. A equipe do SOAR fornece uma imagem com o padrão puro das franjas, então esta imagem (multiplicada por um fator a ser calibrado manualmente) é subtraída da imagem de ciência com tal padrão resultando em uma imagem homogênea. Um exemplo dessa subtração é apresentado na Fig. 2.1.

2.2.3 Fotometria

Os procedimentos para fotometria foram baseados no pacote DAOPHOT/IRAF (Stetson, 1987). Primeiramente foi realizada a fotometria por abertura automaticamente nas imagens dos aglomerados. Os parâmetros necessários para medir as magnitudes das estrelas por este método são a FWHM da PSF e o ruído de céu (σ_{ceu}) que são medidos em todas as imagens antes de iniciar este procedimento. Adotando-se critérios de raios dos anéis (p. ex. $3 \times \text{FWHM}$ como raio das estrelas) e σ_{ceu} , o DAOPHOT identifica as estrelas e determina suas magnitudes aparentes em uma escala interna do DAOPHOT. Com esses resultados já é possível plotar um CMD preliminar para verificação.

O passo seguinte é a fotometria por PSF também automática. Este procedimento usa como entrada modelos de PSF calculados com base em algumas (cinco são suficientes) estrelas brilhantes e isoladas identificadas manualmente. Esse modelo é então aplicado a todos os objetos identificados como estrelas no processo de fotometria por abertura e elimina eventuais objetos com perfis diferentes de estrelas (galáxias, por exemplo) que a fotometria por abertura identificou de maneira grosseira como estrela.

Para calibrar as magnitudes instrumentais obtidas para o sistema padrão de magnitudes

é preciso determinar os coeficientes (a,b,c) da seguinte curva de calibração:

$$m = m_{inst} + a \cdot (cor) + b \cdot X + c \quad (2.1)$$

A determinação desses coeficientes é feita com as estrelas padrão, para as quais se tem acesso a todos os valores da equação 2.1 com exceção de (a,b,c). As magnitudes instrumentais são determinadas de maneira análoga aos procedimentos utilizados para os aglomerados, descrito acima, mas neste caso as estrelas são identificadas manualmente, pois só há interesse em poucas delas em cada imagem. Algumas dessas estrelas foram desconsideradas por possuírem vizinhas próximas que pudessem comprometer a determinação de sua magnitude. Por multiplicação de matrizes formadas pelos dados das estrelas padrão são determinados então os coeficientes da curva de calibração. O critério de qualidade do ajuste adotado foi eliminar de forma iterativa as estrelas com

$$|m - m_{calc}| \leq 2\sigma \quad (2.2)$$

em que m é a magnitude dada por Sharpee et al. (2002), m_{calc} é a magnitude calculada usando os coeficientes ajustados e $\sigma = \sqrt{\sum_{j=0}^N (m_j - m_{calc,j})^2 / (N - 1)}$ é a dispersão do ajuste.

Com isso basta aplicar a equação 2.1 a todas as magnitudes instrumentais obtidas para as estrelas dos aglomerados, para obter magnitudes no sistema padrão. Para montar os CMDs V,B-V, por exemplo, é preciso identificar as mesmas estrelas detectadas nas bandas B e V (há casos em que a estrela é detectada em apenas um filtro). Assim, deslocando as posições das estrelas de V sobre as posições de B determinaram-se os menores deslocamentos em x e y que maximizassem o número de coincidências (definiu-se coincidência com uma tolerância de 4 px). Em seguida basta plotar magnitudes e cores para formar o CMD das estrelas de campo+aglomerado.

Foi dado início ao *script* em *Perl* para a fase de fotometria usando o DAOPHOT/IRAF. Muitas rotinas já estão escritas em *C*, porém muitos procedimentos exigem mais interação com o usuário via interface gráfica, por exemplo, logo este *script* será menos automático que aquele escrito para a redução dos dados (Apêndice B).

2.2.4 Descontaminação estatística de estrelas de campo

Para proceder com a correção estatística devido à contaminação por estrelas de campo, foi usado o procedimento adotado por Kerber et al. (2002) que consiste em três passos basicamente. Primeiramente escolhe-se um raio para o aglomerado na imagem, fora do qual provavelmente nenhuma estrela pertence a ele, e então plota-se um CMD com as estrelas internas a esse aglomerado. Durante esta etapa são eliminadas também objetos espúrios ao aglomerado, como galáxias distantes, por exemplo. O passo seguinte é eliminar as estrelas mais externas à Sequência Principal, que provavelmente não pertencem ao aglomerado, supondo uma distribuição gaussiana dos erros fotométricos em torno da mesma.

A etapa final é um processo estatístico descrito em detalhes por Kerber et al. (2002). A ideia central é estimar a probabilidade de uma estrela do CMD obtido até então pertencer ao campo, comparando-a às estrelas do CMD obtido com as estrelas externas ao raio do aglomerado adotado na primeira etapa. Assume-se aqui que as posições das estrelas no CMD fora do raio do aglomerado são as mais prováveis para estrelas de campo em qualquer CMD análogo. Com isso, são eliminadas aleatoriamente (considerando as probabilidades calculadas) estrelas do CMD do aglomerado e finalmente tem-se o CMD final que será usado para análise do respectivo aglomerado. A Figura 2.2 ilustra essa descontaminação.

Figura 2.2: Figura extraída de Kerber et al. (2002) para exemplificar seu método de descontaminação estatística. a) CMD observado ao longo da Sequência Principal; b) CMD corrigido por incompleteza e cortado em $m_{555} = 23.5$; c) estrelas sobre o aglomerado consideradas estrelas de campo; d) CMD final. Cf. artigo para mais detalhes.

Determinação de idades e metalicidades via espectros integrados

3.1 Seleção da amostra

O objetivo é identificar aglomerados estelares mais velhos que 1 Gano. Adota-se aqui a definição de idade intermediária/velha para a Galáxia, como mais velha que as Hyades (700 Manos, Friel, 1995). A amostra de aglomerados estudada aqui foi selecionada a partir de Sagar e Pandey (1989) (L3, K3, L11 e L113), Hodge e Wright (1974) e Hodge (1983) (HW 1, NGC 152, NGC 361, NGC 419 e NGC 458). Foi observado também o aglomerado bem conhecido NGC 121. Aglomerados jovens foram incluídos também por motivos de comparação.

3.2 Dados da literatura

Na tabela 3.1 são relatados os dados da literatura disponíveis para os aglomerados da amostra. Valores de metalicidade e idade são listados, juntamente com os respectivos erros e referências. O valor da metalicidade é a abundância de ferro $[\text{Fe}/\text{H}]$, ou toda a metalicidade relativamente à solar $[\text{M}/\text{H}]=[\text{Z}/\text{Z}_\odot]=[\text{Z}]$, indicados pelo supraescrito 1 ou 2, respectivamente. Assumiu-se aqui a metalicidade solar padrão $\text{Z}_\odot = 0.017$ para os casos em que o artigo fornecia apenas o valor de Z. A tabela 3.1 revela que para muitos aglomerados há muito pouca informação e que para alguns deles, as idades variam vários Ganos.

A distribuição espacial dos 14 aglomerados da SMC da amostra é mostrada na figura 3.1, em que os aglomerados da amostra são projetados sobre a localização dos aglomerados

estelares da SMC, conforme Bica e Schmitt (1995). Como pode ser visto na figura, apenas um aglomerado (Lindsay 113) está localizado na direção da Ponte (ao leste), e os outros estão espalhados por toda a região dos aglomerados, mas preferencialmente no lado oeste da SMC.

Na Tabela 3.2 são apresentados os valores da literatura adotados ao longo do texto, selecionados a partir da Tabela 3.1 ponderando pela confiabilidade dos métodos e pela qualidade dos dados. Nesta tabela também são apresentadas as massas estimadas dos aglomerados. Tais estimativas foram feitas com base nos modelos de evolução de População Estelar Simples (Single Stellar Population, SSP) de Schulz et al. (2002). Em sua Figura 8 são plotados valores da relação massa-luminosidade na banda V (M/L_V) contra a idade, para três diferentes metalicidades ($[Z/Z_\odot] = -1.63, -0.33, 0.07$). Para estimar a razão M/L_V , foram consideradas duas funções de massa inicial (initial mass function, IMF) ou de Salpeter (1955) ou de Scalo (1986), seguindo os cálculos de Schulz et al. (2002). A luminosidade na banda V (L_V) foi calculada adotando-se magnitudes fornecidas pelo SIMBAD¹ um módulo de distância comum de $(m-M) = 18.9$ (valor médio calculado a partir da literatura pelo NED²). Para três aglomerados (HW1, L3, L113) não havia dados de magnitude no SIMBAD, logo não foram estimadas suas massas.

Tabela 3.1 - Parâmetros da literatura. Valores de metalicidade referem-se a 1: $[Fe/H]$, 2: $[M/H]=[Z]=[Z/Z_\odot]$, assumindo $Z_\odot=0.017$. Os campos com mais de um valor referem-se a critérios distintos adotados pelos autores. Os métodos são indicados por “FR” ou “FI” para fotometria resolvida ou integrada, ou “ER” ou “EI” para espectroscopia resolvida ou integrada.

Aglomerado	Metalicidade	Erro	Idade (Ganos)	Erro	Método	Referência
HW 1	-0.7	—	4 - 6	—	FR	Dias et al., <i>em prep.</i>
K3	-1.5,-0.6,-1.4 ¹	—	3	—	ER, FR	Gascoigne (1980)
	-1.0 ¹	—	4	—	FR	Gascoigne et al. (1981)
	$\sim -1.2^2$	—	5 - 8	—	FR	Rich et al. (1984)
	-1.5 ²	± 0.2	≥ 10	—	FI	Bica et al. (1986)
	-1.26 ¹	± 0.10	8 - 10	—	FR	Alcaino et al. (1996)
	-1.12 ¹ , -0.98 ¹	$\pm 0.12, \pm 0.12$	—	—	ER	Da Costa e Hatzidimitrou (1998)
	-1.00 ¹	± 0.28	3.5	± 1.5	EI	de Freitas Pacheco et al. (1998)
	-1.16 ¹	± 0.09	4.7, 6.0	$\pm 0.6, \pm 1.3$	FR	Mighell et al. (1998)
	-1.20 ¹	± 0.2	7.0	± 1	EI	Piatti et al. (2005)
	—	—	6.5	± 0.5	FR	Glatt et al. (2008)
L3	—	—	1 - 5	—	FR	Kontizas (1980)

Continua na Próxima Página. . .

¹ <http://simbad.u-strasbg.fr>

² <http://nedwww.ipac.caltech.edu/cgi-bin/nDistance?name=SMC>

Tabela 3.1 – Continuação

Aglomerado	Metalicidade	Erro	Idade (Ganos)	Erro	Método	Referência
L11	—	—	0.4	± 0.1	FR	Hodge (1983)
	-0.7	—	1 - 2	—	FR	Dias et al., <i>em prep.</i>
	—	—	1 - 5	—	FR	Kontizas (1980)
	—	—	0.3	± 0.1	FR	Hodge (1983)
	-0.93 ²	—	3.5	1.0	FR	Mould et al. (1992)
L113	-0.80 ¹ , -0.81 ¹	$\pm 0.14 \pm 0.13$	—	—	ER	Da Costa e Hatzidimitriou (1998)
	—	—	3.5	± 0.5	EI	Piatti et al. (2005)
	-0.6 ² , -0.3 ²	—	5.9, 4.0	$+1.4 \quad +0.9$ $-0.8 \quad -0.6$	FI	Rafelski e Zaritsky (2005)
	-1.4 ²	± 0.2	4 - 5	—	FR	Mould et al. (1984)
	-1.44 ¹ , -1.17 ¹	$\pm 0.16 \pm 0.12$	—	—	ER	Da Costa e Hatzidimitriou (1998)
NGC 121	-1.24 ¹	± 0.11	4.0, 5.3	$\pm 0.7, \pm 1.3$	FR	Mighell et al. (1998)
	-1.5, -1.1, -1.4 ¹	—	12	—	ER, FR	Gascoigne (1980)
	—	—	13	± 5	FR	Hodge (1983)
	—	—	12, 9	$\pm 2, \pm 2$	FR	Stryker et al. (1985)
	-1.3 ²	± 0.2	≥ 10	—	FI	Bica et al. (1986)
	-1.46 ¹ , -1.19 ¹	$\pm 0.10 \pm 0.12$	—	—	ER	Da Costa e Hatzidimitriou (1998)
	-1.20 ¹	± 0.32	12	± 5	EI	de Freitas Pacheco et al. (1998)
	-1.71 ¹	± 0.10	10.6, 11.9	$\pm 0.7, \pm 1.3$	FR	Mighell et al. (1998)
	-1.03 ¹	—	10.6	± 0.5	FR	Dolphin et al. (2001)
	—	—	12	± 1	EI	Ahumada et al. (2002)
	—	—	11.8, 11.2,	$\pm 0.5, \pm 0.5,$	FR	Glatt et al. (2008)
	—	—	10.5, 10.9,	$\pm 0.5, \pm 0.5,$	FR	Glatt et al. (2008)
	—	—	11.5, 10.8	$\pm 0.5, \pm 1.0,$	FR	Glatt et al. (2008)
	—	—	1 - 5	—	FR	Kontizas (1980)
	—	—	0.61	± 0.09	FR	Hodge (1983)
NGC 222	-1.25 ²	± 0.25	3.2	± 0.3	FI	Bica et al. (1986)
	-0.6 ²	—	0.10	± 0.01	FR	Pietrzynski e Udalski (1999)
	—	—	0.070	± 0.007	FR	de Oliveira et al. (2000)
	-0.6 ² , -0.3 ²	—	0.092, 0.100	$+0.018 \quad +0.046$ $-0.004 \quad -0.002$	FI	Rafelski e Zaritsky (2005)
	-0.3 ²	—	0.10	$\pm <0.03$	FR	Chiosi et al. (2006)
NGC 256	-0.6 ²	—	0.10	± 0.01	FR	Pietrzynski e Udalski (1999)
	—	—	0.05	± 0.01	EI	Ahumada et al. (2002)
	-0.3 ²	—	0.10	$\pm <0.03$	FR	Chiosi et al. (2006)
	—	—	0.6	± 0.2	EI	Piatti et al. (2005)
	-0.3 ²	—	0.3	$\pm >0.2$	FR	Chiosi et al. (2006)
NGC 269	-0.6 ²	—	0.32	± 0.3	FR	Pietrzynski e Udalski (1999)
NGC 294	—	—	0.30	± 0.05	FR	de Oliveira et al. (2000)
	—	—	0.3	± 0.1	EI	Piatti et al. (2005)
	-0.6 ² , -0.3 ²	—	0.42, 0.32	$+0.04 \quad +0.03$ $-0.08 \quad -0.11$	FI	Rafelski e Zaritsky (2005)
	-0.3 ²	—	0.4	$\pm <0.2$	FR	Chiosi et al. (2006)
	—	—	4	—	FR	Hodge (1981)
	—	—	>0.5	—	FR	Hodge (1983)
	-1.25 ²	± 0.2	8	± 1.5	FI	Bica et al. (1986)
	-1.45 ¹	± 0.11	6.8, 8.1	$\pm 0.5, \pm 1.2$	FR	Mighell et al. (1998)
	—	—	0.67	± 0.05	FR	Hodge (1983)
	-1.2 ²	± 1.2	3.5	± 0.3	FI	Bica et al. (1986)
	-0.60 ¹	± 0.21	1.2	± 0.5	EI	de Freitas Pacheco et al. (1998)
	-0.6 ²	—	>1	—	FR	Pietrzynski e Udalski (1999)
	—	—	1.2	± 0.4	EI	Piatti et al. (2005)
	-0.3 ²	—	0.4	$\pm >0.2$	FR	Chiosi et al. (2006)
	—	—	1.2 - 1.6	—	FR	Glatt et al. (2008)
NGC 458	—	—	0.05	± 0.01	FR	Hodge (1983)
	-0.23	—	0.13	± 0.06	EI	Piatti et al. (2005)
	-0.6 ² , -0.3 ²	—	0.100, 0.100	$+0.002 \quad +0.018$ $-0.028 \quad -0.002$	FI	Rafelski e Zaritsky (2005)

Figura 3.1: Distribuição no céu dos 14 aglomerados da SMC analisados neste trabalho (círculos cheios grandes) sobrepostos aos aglomerados de estrelas listados em Bica e Schmitt (1995) (círculos vazios pequenos)

3.3 Ajuste de espectro completo

Como foi discutido na Seção 1.2, o método clássico de determinação de parâmetros físicos de aglomerados estelares é a partir dos índices espectrais. Neste trabalho optou-se por usar as novas técnicas de ajuste de espectro completo, que pode ser calibrada confrontando seus resultados a outros bem determinados a partir de CMDs e espectroscopia de estrelas individuais. Assim, esta técnica poderá ser aplicada para estudar sistemas de aglomerados em galáxias além do Grupo Local, por exemplo.

São usados modelos de SSP disponíveis na literatura, para comparar com os espectros integrados dos aglomerados da mostra, com o objetivo de se obter suas idades e metalicidades. Técnicas modernas de ajuste espectral permitem a comparação de observações e modelos pixel a pixel, dentre as quais foram escolhidos os códigos públicos STARLIGHT³ e *ULySS*⁴ descritos a seguir.

³ <http://www.starlight.ufsc.br>

⁴ <http://ulyss.univ-lyon1.fr>

Tabela 3.2 - Valores adotados da literatura (a partir da Tabela 3.1) para os quatorze aglomerados estudados neste trabalho. As massas foram estimadas com base nos modelos de Schulz et al. (2002).

Aglomerado	Idade (Ganos)	[Z/Z _⊙]	log(M/M _⊙) Salpeter	log(M/M _⊙) Scalo
HW1	5.0 ± 1.0	-0.7 ± —	—	—
K3	6.5 ± 0.5	-1.2 ± 0.2	5.0	4.6
L3	1.5 ± 0.5	-0.7 ± —	—	—
L11	3.5 ± 0.5	-0.8 ± 0.14	4.0	3.7
L113	4.0 ± 0.7	-1.24 ± 0.11	—	—
NGC 121	11 ± 0.5	-1.46 ± 0.10	5.5	5.2
NGC 152	3.0 ± 1.0	-1.25 ± 0.25	4.4	3.9
NGC 222	0.10 ± 0.03	-0.3 ± —	3.8	3.8
NGC 256	0.10 ± 0.03	-0.3 ± —	3.8	3.8
NGC 269	0.3 ± 0.2	-0.3 ± —	4.0	3.8
NGC 294	0.4 ± 0.2	-0.3 ± —	4.4	4.0
NGC 361	6.8 ± 0.5	-1.45 ± 0.11	5.1	4.7
NGC 419	1.4 ± 0.2	-0.3 ± —	5.3	4.9
NGC 458	0.13 ± 0.06	-0.23 ± —	3.9	4.2

3.3.1 STARLIGHT

O STARLIGHT (Cid Fernandes et al., 2005, 2008) é um código de vários propósitos que combina espectros de uma base definida pelo usuário (usualmente modelos de SSP) na busca pela combinação linear que melhor concorda com um dado espectro observado, fornecido como entrada. Uma rodada do STARLIGHT retorna a melhor mistura de populações que ajusta o espectro observado, na forma da contribuição da fração de luz normalizada x_j de cada componente de SSPs da base adotada ($\sum_j x_j = 1$). Um exemplo da saída deste programa é apresentada na figura 3.2. Também retorna uma estimativa da extinção A_V , o desvio percentual médio sobre todos os pixels ajustados $\bar{\Delta} = |O_\lambda - M_\lambda| / O_\lambda$ (em que O_λ e M_λ são os espectros observados e modelados, respectivamente) e χ^2_{red} (qui quadrado reduzido) do ajuste global, e dos ajustes de cada uma das SSPs nos modelos da base.

O uso do STARLIGHT para estudar os espectros integrados dos aglomerados foi extensivamente discutido por Cid Fernandes e Gonzalez Delgado (2010). Como é geralmente aceito que a maioria dos aglomerados estelares podem ser representados por uma SSP, portanto,

idealmente, apenas uma componente (modelo de SSP) da base teria uma contribuição significativa de fração de luz. Na prática, entretanto, um ajuste de várias componentes pode ser retornado pelo código devido: primeiro, à cobertura de parâmetros do conjunto de modelos, que muitas vezes tem pouca resolução; segundo, à contaminação de estrelas do campo à frente ou atrás do aglomerado; terceiro, à baixa razão S/N; quarto, à falta nos modelos de qualquer fase de evolução estelar presente na população. Foram adotados como resultados, a média dos valores de cada modelo de SSP ajustado, ponderada pela sua contribuição x_j no ajuste:

$$\langle \text{idade} \rangle = \sum_j x_j \cdot (\text{idade})_j \quad (3.1)$$

e

$$\langle [Z/Z_\odot] \rangle = \sum_j x_j \cdot [Z/Z_\odot]_j \quad (3.2)$$

3.3.2 UlySS

O *ULySS* (Koleva et al., 2009) é um pacote de programas que executa ajuste espectral para dois contextos astrofísicos: a determinação de parâmetros atmosféricos de estrelas e o estudo da formação estelar e história do enriquecimento químico das galáxias. No *ULySS* um espectro observado é ajustado contra um modelo por meio da minimização do χ^2 . Essa minimização pode ser local, o que torna os resultados sensíveis às estimativas iniciais, e pode ser global, para explorar melhor o espaço de parâmetros. Para o primeiro caso, foram adotados como estimativas iniciais os valores presentes na Tabela 3.2, destacando que os resultados melhoram significativamente em relação aos ajustes feitos com uma estimativa inicial padrão para todos os espectros (cf. discussões em Koleva et al., 2008). Para o segundo caso, o pacote oferece três ferramentas: simulações de Monte-Carlo, mapas de convergência e mapas de χ^2 . O espectro observado é aproximado por uma combinação linear de componentes multiplicada por um polinômio de ordem elevada (em geral ordem 10 é suficiente). Desse modo, o *ULySS* absorve os efeitos de uma calibração em fluxo

Figura 3.2: Exemplo de saída do STARLIGHT para o aglomerado NGC 121. O painel da esquerda mostra a contribuição de luz x_j (no eixo z) como função de $\log(\text{idade})$ (no eixo x) e $[Z/Z_{\odot}]$ (no eixo y). Os outros dois painéis mostram as projeções de x_j nos planos de $\log(\text{idade})$ e $[Z/Z_{\odot}]$.

imprecisa (questão comum em espectroscopia com fendas pequenas), o que torna o ajuste insensível a causas que afetem o formato do contínuo, em contraste com o STARLIGHT, que ajusta ambas inclinação do espectro e linhas espectrais.

No caso deste estudo, os componentes são modelos de SSP (os mesmos usados pelo STARLIGHT) e a grade de SSPs é interpolada com a função spline para prover uma função contínua. Para variar-se os parâmetros iniciais e obter resultados consistentes com os espectros observados, numa primeira vez foram usados os seguintes valores padrão: idade = 8 Ganos e $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$. Numa segunda vez foram adotados os valores da Tabela 3.2 como valores iniciais. Isso é útil, pois dependendo dos parâmetros iniciais adotados, é possível que o programa convirja para um mínimo local no espaço de parâmetros; variando as condições iniciais, fica mais claro onde está o mínimo global.

3.3.3 Conjuntos de modelos de SSPs

Para este estudo, foram adotadas 3 bases de SSPs (informações comparativas são apresentadas na tabela 3.3):

- modelos de Bruzual e Charlot (2003) (daqui em diante BC03⁵), baseados na biblioteca estelar STELIB (Le Borgne et al., 2003) e nas isócronas de Bertelli et al. (1994).
- modelos de Le Borgne et al. (2004) (daqui em diante PEGASE-HR⁶), baseados na biblioteca estelar ELODIE (Prugniel e Soubiran, 2001) e isócronas de Bertelli et al. (1994).
- modelos preliminares de Vazdekis et al.⁷ (submetido, veja também Vazdekis et al., 2007), que são uma extensão dos modelos de Vazdekis (1999) usando a biblioteca MILES (Sánchez-Blázquez et al., 2006) e as isócronas de Girardi et al. (2000).

Tabela 3.3 - Tabela comparativa das bases de SSP adotadas para análise dos espectros da amostra.

Base	Idade (anos)	$[Z/Z_{\odot}]$	λ (nm)	FWHM (Å)
BC03	$10^5 - 1.5 \times 10^{10}$	$-2.23 - 0.47$	320 – 950	~ 3.0
PEGASE-HR	$10^7 - 1.5 \times 10^{10}$	$-1.63 - 0.47$	400 – 680	~ 0.55
Vazdekis	$10^8 - 1.5 \times 10^{10}$	$-1.63 - 0.25$	350 – 740	~ 2.3

Ajustando os dados com três diferentes conjuntos de modelos de SSP é possível obter um controle melhor das incertezas dos parâmetros derivados e possivelmente detectar dependências dos modelos.

⁵ <http://www2.iap.fr/users/charlot/bc2003/>

⁶ <http://www2.iap.fr/pegase/pegasehr/>

⁷ http://www.iac.es/galeria/vazdekis/vazdekis_models_ssp.html

Resultados dos espectros e discussões

4.1 Parâmetros derivados dos espectros integrados

Nas tabelas 4.1 e 4.2 são apresentadas as idades e metalicidades obtidas a partir dos ajustes do STARLIGHT e do *ULySS*, respectivamente. Ajustes individuais são mostrados nas Figs. A.1 a A.34 (por uma questão de espaço apenas os ajustes com PEGASE-HR são apresentados).

Nas Figs. 4.1 e 4.2 são comparados os dois códigos entre si. Nas Fig. 4.1 são comparadas as idades obtidas com os resultados do *ULySS* na abscissa e aquelas obtidas pelo STARLIGHT nas ordenadas, para os modelos de SSP de BC03, PEGASE-HR e Vazdekis et al. As linhas tracejadas são os ajustes lineares dos pontos usando o método de desvio absoluto mínimo (considerado mais robusto que minimização via χ^2 , por ser menos sensível aos pontos com maior desvio do ajuste) e as linhas pontilhadas são as comparações um-um. Essa figura parece indicar que as idades do STARLIGHT são mais velhas que as do *ULySS* quando os modelos de BC03 e PEGASE-HR são usados para idades jovens, o efeito é revertido na faixa de idades mais velhas. A dispersão é alta então conclusões mais seguras só podem ser alcançadas com uma amostra maior. Na Fig. 4.2 são mostradas as mesmas comparações para metalicidades. O padrão é o mesmo independente dos modelos, com metalicidades derivadas pelo STARLIGHT sendo mais altas que as derivadas usando o *ULySS* na faixa de metalicidades mais baixas, o efeito é revertido na faixa de metalicidades mais altas. Novamente a dispersão dificulta conclusões mais fortes.

Nas Figs. 4.3 e 4.4 são comparados os três conjuntos de modelos de SSPs entre si, dois a dois, cada comparação é feita usando o mesmo código, STARLIGHT representado por círculos azuis e *ULySS* por quadrados pretos. A Fig. 4.3 mostra as comparações das idades

e a Fig. 4.4 mostra as metalicidades. Com exceção da comparação entre metalicidades a partir de Vazdekis e PEGASE-HR usando ambos códigos, todas as outras comparações apresentam diferenças caracterizadas por deslocamentos aparentemente uniformes em todo o intervalo de idades e metalicidades (linhas tracejadas), em vez de revelarem dependências em idade e metalicidade, como é o caso das Figs. 4.1 e 4.2. Logo, as Figs. 4.1 a 4.4 parecem indicar que as escolhas de diferentes bases de SSP diferem apenas de um deslocamento de ponto zero nos resultados e que as escolhas de diferentes códigos de ajuste de espectro completo introduzem um comportamento mais complicado, dependendo do intervalo de idades e metalicidades estudado.

Nas Figs. 4.5 e 4.6 são comparados os resultados obtidos com todas as combinações de código+conjunto de SSP contra os resultados da literatura (Tabela 3.2) para idades e metalicidades, respectivamente. Neste caso, os gráficos apresentam sempre os valores da literatura nas abscissas e a diferença entre a literatura e os resultados de cada combinação de código+conjunto de SSP nas ordenadas. Os resultados com o STARLIGHT são comparados nas Figs. 4.5a, para idades, e 4.6a, para metalicidades. Os resultados com o *ULySS* são comparados nas Figs. 4.5b, para idades, e 4.6b, para metalicidades. A partir dessas Figs. parece que as idades são melhores determinadas usando *ULySS*+BC03 e as metalicidades, usando PEGASE-HR e ambos códigos.

Na Tabela 4.3 é apresentada uma lista de resultados confiáveis de idades e metalicidades para aglomerados bem conhecidos e/ou bem estudados, selecionando na literatura aglomerados de idade velha/intermediária. A lista de aglomerados foi baseada em Carrera et al. (2008), de Freitas Pacheco et al. (1998), Glatt et al. (2008), Bica et al. (2008), Glatt et al. (2009) e Parisi et al. (2009). A Fig. 4.7 mostra as idades e metalicidades da Tabela 4.3 e os resultados deste trabalho derivados com *ULySS*+PEGASE-HR e STARLIGHT+PEGASE-HR. Foi escolhida a base PEGASE-HR como exemplo, pois BC03 está sendo atualizada e Vazdekis et al. ainda não está publicada. Como discutido, por exemplo, em Da Costa e Hatzidimitriou (1998), é possível perceber um *burst* inicial que elevou a metalicidade até $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -1.3$ quando se iniciou uma lenta taxa de enriquecimento, desde $\sim 11 - 12$ Ganos até $3 - 4$ Ganos atrás, quando houve outro *burst* elevando a metalicidade até os valores atuais de $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -0.5$. Também está plotada sobre os pontos, o modelo de evolução química para a SMC computado por Pagel e Tautvaisiene (1998), que segue a descrição

Tabela 4.1 - Melhores resultados ajustados usando o STARLIGHT.

	BC03			PEGASE-HR			Vazdekis et al.		
Aglomerado	χ^2_{red}	Idade (Ganos)	$[Z/Z_{\odot}]$	χ^2_{red}	Idade (Ganos)	$[Z/Z_{\odot}]$	χ^2_{red}	Idade (Ganos)	$[Z/Z_{\odot}]$
HW1	1.15	3.2	-1.6	1.06	5.8	-1.6	1.19	7.9	-1.3
K3 (LNA)	0.53	7.1	-1.6	0.51	9.3	-1.7	0.54	5.5	-1.4
K3 (ESO)	0.52	7.4	-1.5	0.50	9.9	-1.5	0.54	10.0	-1.5
L3	0.69	7.4	-1.3	0.75	7.2	-1.1	0.69	2.2	-1.7
L11	0.60	5.1	-0.8	0.58	8.9	-0.8	0.60	7.0	-0.5
L113	0.94	8.3	-2.1	0.94	5.1	-1.6	0.96	3.4	-1.4
NGC 121 (LNA)	0.33	7.7	-1.5	0.29	9.7	-1.5	0.35	11	-1.4
NGC 121 (ESO)	0.29	10	-1.6	0.55	9.4	-1.3	0.33	12	-1.5
NGC 152	0.85	7.5	-1.3	0.89	11	-1.1	0.84	9.6	-1.0
NGC 222	0.87	0.2	-1.9	0.91	0.6	-1.1	0.78	0.1	-1.5
NGC 256	1.58	0.2	-0.5	2.24	4.8	-0.4	1.86	0.2	-0.7
NGC 269	0.97	1.1	-0.4	1.34	2.0	-0.2	1.06	0.2	-0.7
NGC 294	0.49	0.7	-1.4	0.46	0.3	-1.0	0.45	0.1	-1.1
NGC 361 (ESO99)	0.40	5.1	-1.0	0.35	7.9	-1.0	0.37	12	-0.9
NGC 361 (ESO00)	0.46	3.4	-1.0	0.59	7.1	-0.8	0.50	5.3	-1.0
NGC 419	0.44	4.3	-1.0	0.77	4.8	-0.6	0.34	1.9	-1.4
NGC 458	1.38	0.4	-0.8	1.47	1.7	-0.2	1.33	0.2	-1.1

acima. O modelo acompanha o comportamento dos dados confirmados da literatura, como encontrado em trabalhos anteriores, assim como os resultados deste trabalho.

4.2 Comentários sobre os aglomerados individuais

Nesta seção serão comentados os resultados obtidos com o STARLIGHT e com o *ULySS*, dados nas tabelas 4.1 e 4.2, comparados com análises anteriores, principalmente via CMDs resolvidos.

4.2.1 HW 1

Não há dados na literatura para este aglomerado. A partir da análise realizada com o STARLIGHT foram obtidas idades intermediárias/velhas e baixas metalicidades, ao passo

Tabela 4.2 - Melhores resultados ajustados usando o *ULySS*, considerando os valores da Tabela 3.2 como parâmetros iniciais.

	BC03			PEGASE-HR			Vazdekis et al.		
Aglomerado	χ^2	Idade	[Z/Z _⊙]	χ^2	Idade	[Z/Z _⊙]	χ^2	Idade	[Z/Z _⊙]
		(Ganos)			(Ganos)			(Ganos)	
HW1	19	9.0	-1.9	18	9.4	-1.8	19	10	-1.7
K3 (LNA)	58	6.3	-1.8	54	4.7	-1.5	59	5.2	-1.5
K3 (ESO)	7.8	5.3	-1.8	7.5	5.5	-1.6	7.8	7.4	-1.7
L3	62	1.5	-1.3	60	1.7	-1.2	62	2.0	-1.7
L11	54	6.0	-0.5	53	4.4	-0.4	54	9.4	-0.7
L113	98	1.2	-1.9	95	1.7	-2.3	98	2.7	-1.7
NGC 121 (LNA)	2.7	9.9	-1.6	2.5	11	-1.4	3.0	9.9	-1.4
NGC 121 (ESO)	1.2	9.9	-1.7	1.1	11	-1.6	1.3	10	-1.7
NGC 152	25	1.6	-2.3	25	1.4	-2.3	25	0.2	-1.4
NGC 222	8.0	0.1	-0.4	7.6	0.06	-0.4	—	—	—
NGC 256	3.1	0.1	-0.3	2.9	0.1	-0.3	3.1	0.1	-0.4
NGC 269	4.1	0.2	-0.3	3.8	0.2	-0.4	4.1	0.2	-0.1
NGC 294	1.9	0.2	-0.5	1.7	0.1	-0.2	1.8	0.2	-0.2
NGC 361 (ESO99)	10	2.3	-0.7	9.5	3.0	-0.8	10	6.7	-0.9
NGC 361 (ESO00)	9.5	4.0	-1.5	9.2	2.5	-1.1	9.7	9.1	-1.5
NGC 419	1.5	1.5	-1.2	1.1	1.1	-0.8	1.8	0.9	-0.2
NGC 458	4.3	0.2	-0.4	3.7	0.1	-0.2	4.3	0.1	0.2

Nota: No caso de NGC 222 usando Vazdekis et al., o *ULySS* não convergiu.

Figura 4.1: Comparações entre os códigos STARLIGHT e *ULySS* por meio de seus resultados para as idades (Ganos). São apresentadas as comparações para cada conjunto de modelos de SSP: BC03 (painel à esq.), PEGASE-HR (painel central) e Vazdekis et al. (painel à dir.). As linhas tracejadas são ajustes lineares aos pontos usando o método do mínimo desvio absoluto e as linhas pontilhadas são as comparações um-um.

Figura 4.2: O mesmo que a Fig. 4.1 para metalicidades.

Figura 4.3: Comparações entre os conjuntos de modelos de SSPs BC03, PEGASE-HR e Vazdekis et al., dois a dois, por meio de seus resultados para as idades. São apresentadas as comparações para cada código STARLIGHT (círculos azuis) e *ULySS* (quadrados pretos). As linhas tracejadas são ajustes lineares aos pontos usando o método do mínimo desvio absoluto e as linhas pontilhadas são as comparações um-um.

Figura 4.4: O mesmo que a Fig. 4.3 para metalicidades.

Figura 4.5: Comparações entre os resultados para as idades (Ganos) e os valores da literatura (Tabela 3.2). O painel (a) mostra os valores da literatura na abscissa e a diferença entre esses valores e os resultados do STARLIGHT+conjunto de SSPs para os três casos nas ordenadas. O painel (b) mostra o mesmo para o *ULySS*.

Figura 4.6: O mesmo que a Fig. 4.5 para metalicidades.

Figura 4.7: Relação idade-metalicidade para aglomerados selecionados da literatura (Tabela 4.3), em círculos pretos, e resultados deste trabalho usando STARLIGHT+PEGASE-HR (Tab. 4.1), em quadrados verdes, e *ULySS*+PEGASE-HR (Tab. 4.2), em triângulos azuis. A linha contínua corresponde ao modelo de evolução química de Pagel e Tautvaišienė (1998).

Tabela 4.3 - Dados de idade e metalicidade da literatura para aglomerados bem conhecidos da SMC. Referências: 1 Sabbi et al. (2007); 2 Piatti et al. (2005), Piatti et al. (2005); 3 Parisi et al. (2009) 4 Bica et al. (2008); 5 Piatti et al. (2001); 6 Glatt et al. (2008); 7 Glatt et al. (2009); 8 Da Costa e Hatzidimitriou (1998); 9 Mighell et al. (1998); 10 Piatti et al. (2007); 11 Hill (1999); 12 de Freitas Pacheco et al. (1998).

Aglomerado	[Fe/H]	Idade (Ganos)	ref.	Aglomerado	[Fe/H]	Idade (Ganos)	ref.
BS 90	-1.0	4.3	1	L13	-1.24	4.7	9
BS 121	-1.2	2.3	2,3	L19	-0.75	2.1	2,3
BS 196	-1.7	5.0	4	L27	-1.3	2.1	2,3
HW 47	-1.0	2.8	2,3	L106	-0.7	0.9	10
HW 84	-1.2	2.4	2,3	L108	-0.7	0.9	10
HW 86	-0.75	1.6	2,3	L 110	-1.15	6.4	3
K28	-1.2	2.1	5	L111	-0.7	1	10
K44	-1.1	3.1	5	L113	-1.1	6	8
K3	-1.12	6.5	6	L114	-0.7	0.14	10
L32	-1.2	4.8	5	L115	-0.7	0.11	10
L38	-1.65	6.0	5	L116	-1.1	2.8	5
L1	-1.0	7.5	7	NGC121	-1.2	10.5	7,8
L 4	-0.9	3.3	2,3	NGC330	-0.82	0.25	11
L5	-1.2	4.1	2,3	NGC339	-1.1	6.0	7
L6	-0.9	3.3	2,3	NGC 411	-0.7	1.3	12
L7	-0.6	2.0	2,3	NGC416	-0.8	6.0	7,12
L11	-0.8	3.5	8				

que com o *ULySS* foram obtidas idades velhas e baixas metalicidades também. Com ambos códigos os resultados são consistentes entre os três conjuntos de SSPs. A identificação de tal aglomerado velho e pobre em metal é um resultado importante. Dados preliminares de CMD apresentados na Seção 6 indicam uma idade em torno de 5 Ganos, logo em melhor acordo com os resultados do STARLIGHT.

4.2.2 *Kron 3*

Glatt et al. (2008) derivaram uma idade de 6.5 Ganos, ao passo que Rich et al. (1984) encontraram uma idade de 5 a 8 Ganos. As idades inferidas aqui são em muitos casos similares ou mais velhas que 6.5 Ganos, com ambos códigos. Valores de metalicidade em torno de $[Fe/H] \approx -1.6$ também ocorrem em todos os casos. Espectroscopia de alta resolução de estrelas individuais deste aglomerado seria de grande interesse.

4.2.3 *Lindsay 3*

Kontizas (1980) subdividiu uma amostra de 20 aglomerados estelares em velhos e jovens baseado na cor de seus núcleos. Usando este método, Lindsay 3 tem idade de 1 a 5 Ganos e por isso foi classificado como um aglomerado de idade intermediária/velha. Idades derivadas por ambos STARLIGHT e *ULySS* resultaram em torno de ou 1.5 Gano ou 7 Ganos. O espectro deste aglomerado possui baixo S/N (~ 16), o que justifica tal discrepância (Cid Fernandes e Gonzalez Delgado, 2010 sugerem um S/N mínimo de ~ 30 para se obter resultados robustos). Análises preliminares de CMDs deste grupo para este aglomerado (Seção 6) resultam em idades em torno de 1 a 2 Ganos e metalicidade de $[Fe/H] \approx -0.7$. As metalicidades derivadas via STARLIGHT e *ULySS* revelam um aglomerado pobre em metais, que é compatível ou mais baixo que o indicador dos resultados via CMD. L3 é portanto um aglomerado de idade intermediária/velha e de baixa metalicidade.

4.2.4 *Lindsay 11*

Kontizas (1980) fornece uma idade no intervalo de 1 a 5 Ganos baseado em CMDs. Neste trabalho, ambos códigos com as três bases de SSPs derivam metalicidades moderadas dentro do intervalo $-0.8 < [Fe/H] < -0.5$, em acordo com Da Costa e Hatzidimitriou (1998), com $[Fe/H] \sim -0.8$. O STARLIGHT encontrou idades no intervalo de 5.1 a 8.9 Ganos e o

ULySS no intervalo de 4.4 a 9.4 Ganos, logo resultados compatíveis entre os códigos. Este pode um aglomerado interessante com idade intermediária/velha em torno de 5 Ganos.

4.2.5 *Lindsay 113*

Mighell et al. (1998) derivaram uma idade entre 4.0 e 5.3 Ganos com uma metalicidade de $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.24$. O *STARLIGHT* e o *ULySS* resultam em baixas metalicidades. As idades via *STARLIGHT* são compatíveis ou mais velhas (no caso de BC03) que a de Mighell et al. (1998), ao passo que com o *ULySS* todos os resultados são idades jovens entre 1.2 e 2.7 Ganos. Este aglomerado de idade intermediária/velha é muito promissor e deveria ser estudado em mais detalhes com novas observações.

4.2.6 *NGC 121*

Glatt et al. (2008) obtiveram um CMD com observações do HST/ACS e derivaram idades de 11.8, 11.2 e 10.5 Ganos baseadas nas isócronas de Teramo (Pietrinferni et al., 2004), Padova (Girardi et al., 2000) e Darmouth (Dotter et al., 2007). Numa escala final de idade os autores adotaram uma idade entre 10.9 e 11.5 ± 0.5 Ganos. A partir dos ajustes espectrais deste trabalho foram obtidas metalicidades no intervalo $-1.7 < [\text{Fe}/\text{H}] < -1.3$. Todas as idades derivadas estão no intervalo $7.7 < t(\text{Ganos}) < 12$. Este aglomerado mais velho e bem conhecido da SMC pode ser um sobrevivente de uma época de formação de aglomerados um pouco atrasada, uma vez que é mais jovem que os aglomerados globulares galácticos (Glatt et al., 2008).

4.2.7 *NGC 152*

Para este aglomerado Kontizas (1980) também determinou o intervalo de 1 a 5 Ganos. O *STARLIGHT* determinou idades entre 7.5 e 10.9 Ganos e metalicidades em torno de $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -1.1$. O *ULySS* determinou idades jovens de 0.2 a 1.5 Gano e metalicidades muito baixas de $-2.3 < [\text{Fe}/\text{H}] < -1.4$. Para este aglomerado, tanto idade quanto metalicidade permanecem indefinidas, e este é claramente outro bom candidato para mais estudos sobre aglomerados de idade intermediária/velha.

4.2.8 NGC 222

Uma idade jovem de 100 Manos e $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.3$ foram derivadas por Chiosi et al. (2006) empregando ajuste de isócronas a CMDs V,V-I. Idades compatíveis foram obtidas com todas as combinações de código e base de SSP. Por outro lado, metalicidades baixas foram derivadas em muitos casos e por isso permanece ainda indefinida.

4.2.9 NGC 256

Chiosi et al. (2006) determinaram uma idade de 100 Manos e metalicidade de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.3$. STARLIGHT resulta idades similares usando BC03 e Vazdekis et al, ao passo que PEGASE-HR resulta em uma idade intermediária, com uma metalicidade similar àquela derivada por Chiosi et al. (2006). *ULySS* resulta idades e metalicidades satisfatórias com as três bases de SSPs.

4.2.10 NGC 269

Chiosi et al. (2006) relataram uma idade de 300 Manos e uma metalicidade de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.3$. O *ULySS* fornece resultados compatíveis internamente entre as três bases e também de acordo com Chiosi et al. (2006). O STARLIGHT fornece metalicidades em torno de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.3$ também, no entanto apenas com Vazdekis et al. foi derivada uma idade jovem, e com BC03 e PEGASE-HR resultaram idades intermediárias.

4.2.11 NGC 294

Pietrzynski e Udalski (1999) apresentaram o CMD de NGC 294 e derivaram uma idade de 0.33 ± 0.3 Gano e uma metalicidade de $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -0.6$. A idade jovem foi confirmada pelos resultados de ambos códigos. As metalicidades derivadas pelo *ULySS* estão de acordo com a literatura, o que não é o caso dos resultados do STARLIGHT, com valores em torno de $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -1.2$.

4.2.12 NGC 361

O CMD de NGC 361 por Mighell et al. (1998) foi limpo de contaminações por estrelas de campo. Há duas populações predominantes: uma mais velha que o aglomerado que

tem componentes de CMD similares, e a outra mais jovem que tem uma Sequência Principal estendida. O CMD do aglomerado limpo mostra claras sequências RGB (Red Giant Brach, Ramo das Gigantes Vermelhas) e HB (Horizontal Branch, Ramo Horizontal). Metalicidades foram derivadas a partir dos CMDs usando dois métodos e então combinadas. O primeiro método foi o do ajuste simultâneo do avermelhamento e da metalicidade (Sarajedini, 1994), que depende do nível da magnitude do HB, da cor do RGB no nível do HB e do formato e posição do RGB. O segundo foi o da inclinação do RGB. Uma metalicidade de $[Fe/H] = -1.45 \pm 0.11$ foi adotada. O método para determinar a idade foi baseado na cor do HB e do RGB no nível do HB (Sarajedini et al., 1995) para uma dada metalicidade, e assim foi adotada uma idade de 6.8 ± 0.5 Ganos. Eles tentaram um outro método para derivar idades relativas com respeito a Lindsay 1 e encontraram 8.1 ± 1.2 Gano. Uma população como essa claramente não é bem modelada por SSPs e torna-se um desafio sua análise espectral. Não obstante, o valor da literatura para metalicidade em torno de ~ -1.3 (Tabela 3.1) foi confirmado em todas as combinações de código e bases de SSPs. Idades são obtidas num amplo intervalo entre 2.3 e 12.3 Ganos. STARLIGHT+PEGASE-HR e *ULySS*+Vazdekis são os ajustes que melhor concordam com os resultados em idade de Mighell et al. (1998).

4.2.13 NGC 419

Usando dados fotométricos do HST/ACS, Glatt et al. (2008) recentemente demonstraram que NGC 419 está entre os aglomerados estelares populosos mais interessantes da SMC devido à clara presença de populações estelares múltiplas com idades entre ~ 1 e ~ 2 Ganos. Essa hipótese foi confirmada por uma análise detalhada deste CMD via HST/ACS realizada por Girardi et al. (2009), que sustentam a presença de múltiplas populações não apenas pelo espalhamento da Sequência Principal, mas também pela clara presença de uma concentração secundária na região das gigantes vermelhas (red clump). Além disso, mais recentemente, Rubele, Girardi e Kerber (2009, *em prep.*) recuperaram a SFH para este aglomerado que dura pelo menos 700 Manos com um pico destacado no meio deste intervalo, para uma idade de 1.5 Gano. Assumindo a mesma composição química para todas as estrelas de NGC 419, esses autores determinaram uma metalicidade de $[Fe/H] = -0.86 \pm 0.09$. Outra característica notável do CMD é a presença de estrelas *blue-stragglers*

que potencialmente imitam populações estelares jovens com idades em torno de 100 Ma ou mesmo mais jovens.

As mesmas ressalvas do aglomerado anterior sobre tentar ajustar SSPs a uma população complexa são aplicadas a este aglomerado. Ainda assim, muitas das combinações de código e base de SSP resultaram valores compatíveis com Glatt et al. (2008). As idades mais velhas obtidas por STARLIGHT+BC03, PEGASE-HR podem ser devidas ao duplo ponto de desvio encontrado por Glatt et al. (2008) em que são ajustadas isócronas de 1 a 3 Ga. O *ULySS* determinou idades e metalicidades compatíveis com os resultados de Glatt et al. (2008), com uma única população com metalicidade mais alta detectada com as SSPs de Vazdekis et al.

4.2.14 NGC 458

A partir de espectroscopia integrada, Piatti et al. (2005) fornecem uma idade de 130 Ma e uma metalicidade de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.23$. Idades jovens foram derivadas em todos os ajustes no presente trabalho, com a exceção de STARLIGHT+PEGASE-HR. Valores de metalicidade mostram grande dispersão, confirmando que as incertezas na determinação deste parâmetro são maiores para idades jovens.

Determinação de parâmetros físicos dos aglomerados via CMDs

Em geral as idades dos aglomerados estelares são determinadas usando ajustes subjetivos, geralmente visuais, de isócronas nos CMDs (Sarajedini, 1998; Rich et al., 2000, 2001) assumindo os outros parâmetros dentro de intervalos conhecidos: metalicidade, módulo de distância e avermelhamento. Os valores de $[\text{Fe}/\text{H}]$ são determinados usualmente por espectroscopia de gigantes vermelhas (Grocholski et al., 2006; Da Costa e Hatzidimitriou, 1998; Kayser et al., 2006). Neste trabalho, no entanto, foram analisados CMDs aplicando o método desenvolvido por Kerber et al. (2002); Kerber e Santiago (2005); Kerber et al. (2007), baseado em comparações estatísticas entre CMDs observados e modelados.

5.1 Modelamento de CMDs

Um ponto no plano do CMD é definido univocamente por quatro parâmetros, a saber: idade, metalicidade, módulo de distância – $(m-M)_0$ – e avermelhamento – $E(B-V)$. Assim, para modelar um CMD com essa quadra de parâmetros é preciso primeiro adotar um conjunto de isócronas (neste trabalho adotaram-se as isócronas de Padova, Girardi et al., 2000) que define no plano do CMD as posições das diferentes massas de uma dada SSP, definida por uma idade e uma metalicidade. Aplicando-se os valores de $(m-M)_0$ e $E(B-V)$ a essa isócrona, ela é deslocada e então alcança seu local definitivo. Uma vez fixada a isócrona é preciso aplicar a função de distribuição de massa hoje (present day mass function, PDMF, $dN/dm \sim m^{-\alpha}$) das estrelas para definir a densidade de pontos ao longo da extensão da isócrona (Kerber et al., 2007).

Há ainda três efeitos observacionais a serem considerados: incertezas fotométricas, completeza e binárias não resolvidas. Assumindo-se um comportamento gaussiano para a distribuição dos erros, aplicam-se os erros fotométricos médios por intervalo de magnitude obtidos nos próprios dados – naturalmente maiores para as estrelas mais fracas –, e assim a densidade de pontos ao longo da isócrona é dispersada, segundo essa lei, em torno da isócrona (Kerber et al., 2002). A incompleteza de estrelas ocorre devido a dois fatores principais: sobreposição de perfis e ruído de fundo da imagem, que tende a ocultar estrelas de altas magnitudes. A estratégia usada por Santiago et al. (2001) foi gerar estrelas artificiais na imagem do aglomerado e submetê-la aos procedimentos convencionais de fotometria, assim, para cada faixa de magnitude era possível saber a fração de estrelas reais e artificiais. Com esse número determinado são acrescentadas estrelas ao CMD modelado seguindo a distribuição gaussiana descrita acima, completando o CMD com as estrelas que faltavam.

Finalmente é preciso corrigir o efeito das binárias não resolvidas que deslocam os pontos no plano do CMD de modo a alterar ligeiramente a distribuição correta dos pontos. O procedimento adotado por Kerber et al. (2007) consiste basicamente em dois passos realizados com o CMD sintético. Primeiramente formam-se pares de estrelas e definem-se como estrelas binárias não resolvidas os pares em que a razão de massas entre a estrela secundária e a primária sejam maiores que um valor constante e igual a 0.7. Uma vez determinadas, seus fluxos são combinados gerando o efeito detectado no CMD observado. São alteradas somente as estrelas binárias que efetivamente mudarem de posição no CMD em relação à posição original da estrela primária sozinha. Com o CMD pronto, eliminam-se as estrelas com magnitude superior ao limite observável. A Fig. 5.1 ilustra e resume os procedimentos descritos acima para a geração de um CMD sintético.

5.2 Comparações estatísticas

Os modelos de CMD descritos acima podem ser gerados a partir de quaisquer combinações dos parâmetros de entrada, em intervalos descritos a seguir. O menor passo em idade publicado por Girardi et al. (2002) é de $\Delta \log(\tau/\text{ano}) = 0.05$, cobrindo o intervalo $7.8 < \log(\tau) < 10.25$, ou seja, idades de $0.06 < \tau(\text{Gano}) < 17.8$. Interpolações usando o código TRILEGAL (Girardi et al., 2005) foram gentilmente cedidas por Leo Gi-

Figura 5.1: Resumo dos passos usados para a geração de um CMD sintético. *Painel sup. esq.:* isócrona adotada (idade e Z), deslocada por efeitos de $(m-M)_0$ e $E(B-V)$. *Painel sup. dir.:* distribuição de estrelas de acordo com a PDMF e a fração de binárias não resolvidas adotadas. *Painel inf. esq.:* introdução dos erros fotométricos e incompleteza. *Painel inf. dir.:* codificação das estrelas em cores, segundo uma escala logarítmica da densidade dos pontos no CMD modelado final do painel anterior. Os parâmetros físicos de entrada estão indicados na figura.

rardi para diminuir o passo em metalicidade, resultando nos seguintes valores $Z = 0.0001, 0.0004, 0.002, 0.004, 0.006, 0.008, 0.012, 0.016, 0.019, 0.024$ e 0.030 .

Os valores de $(m-M)_0$ e $E(B-V)$ são parâmetros livres, logo são adotados intervalos coerentes com a SMC. Para o módulo de distância adotaram-se os valores limites adotados na compilação do NED¹ de $18.5 < (m-M)_0 < 19.4$, com passo de 0.05 , e $0.00 < E(B-V) < 0.20$, com passo de 0.01 , em acordo com mapas de avermelhamento por Schlegel et al. (1998), por exemplo.

Cignoni et al. (2009) determinaram $\alpha = 2.48$ como a PDMF para o aglomerado NGC 602, considerando uma fração de binárias de $f_{bin} \approx 30\%$ com razão de massas igual. Foram adotados esse valores como estimativa padrão para os aglomerados. Vale destacar que o valor de f_{bin} influencia pouco no ajuste (Kerber e Santiago, 2005).

Explorando essa grade de parâmetros, os modelos de CMD são comparados a um CMD observado de um aglomerado e é determinado então qual o conjunto de parâmetros melhor

¹ <http://nedwww.ipac.caltech.edu/cgi-bin/nDistance?name=SMC>

se ajusta aos dados, através do método da máxima verossimilhança. A probabilidade $p_{CMD,i}$ de se encontrar uma estrela em uma dada caixa unitária do CMD (unidade de cor vs. unidade de magnitude) é diretamente proporcional à densidade numérica $N[V_i, (B - V)_i]$ de estrelas dentro dessa caixa (Naylor e Jeffries, 2006; Hernandez e Valls-Gabaud, 2008). A Fig. 5.1 mostra a densidade de estrelas no CMD sintético, em escala logarítmica de cores. Sobrepondo o CMD sintético ao CMD observado e considerando os valores de $p_{CMD,i}$ apenas para as caixas i que contiverem estrelas observadas, basta fazer o produtório sobre todas as estrelas observadas para obter o valor da verossimilhança:

$$\mathcal{V} \sim \prod_{i=1}^{N_{obs}} p_{CMD,i} \sim \prod_{i=1}^{N_{obs}} N[V_i, (B - V)_i] \quad (5.1)$$

Os parâmetros do aglomerado estudado são dados pelo modelo que maximiza a verossimilhança, sem depender de ajuste visual subjetivo de isócrona. Esse método foi usado, por exemplo, por Kerber e Santiago (2005), que derivar parâmetros para cinco aglomerados ricos da LMC.

Resultados dos CMDs e discussões

6.1 Observações realizadas no semestre 2006B

Conforme descrito na Seção 2.2.1 o instrumento SOI/SOAR apresentou graves problemas em 2006B comprometendo os CMDs dos aglomerados HW 1, 40, Lindsay 2, 3 e 72. De qualquer maneira os dados foram reduzidos por Leandro Kerber e a fotometria feita segundo procedimentos descritos na Seção 2.2, considerando que o descolamento das lentes do SOI afetou mais as bordas das imagens, e que os aglomerados estavam centrados relativamente longe das bordas. As Figuras 6.1 a 6.5 apresentam os CMDs V, B-V preliminares com zero da escala de magnitudes calibrado com estrelas padrão observadas na mesma noite e deslocando-se a aglutinação no vermelho para coincidir com um modelo. Não foram consideradas correções relativas à massa de ar, tampouco à completeza e a descontaminação das estrelas de campo foi feita de forma primária (cf. Seção 2.2.4).

Adotando-se valores típicos para a SMC de $Z = 0.004$, $(m-M)_0 = 18.80$ e $E(B-V) = 0.04$, foram estimadas as idades baseadas na diferença de magnitude entre o ponto de desvio da Sequência Principal e a aglutinação no vermelho. As isócronas que representam essas estimativas são plotadas sobre os CMDs. A Tabela 6.2 resume as estimativas de idades para esses aglomerados, confirmando a idade jovem de Lindsay 72 e as idades intermediárias/velhas dos demais, além dos valores típicos adotados para os demais parâmetros. Com uma imprecisão dessa natureza são necessárias correções muito cautelosas para determinações mais precisas dos parâmetros físicos desses aglomerados, principalmente através das comparações estatísticas com CMDs modelados, conforme proposto neste trabalho.

6.2 Observações realizadas no semestre 2007B

O *seeing* das imagens obtidas para os aglomerados AM 3, Lindsay 2 e 72 apresenta anomalias que exigem atenção especial para serem corrigidas (cf. Seção 2.2.1). Ainda assim foram gerados os CMDs V, B-V dos três aglomerados seguindo procedimentos de

Figura 6.1: CMD preliminar para HW 1 a partir das observações de 2006B superposto por isócronas de Padova.

Figura 6.2: O mesmo da Fig. 6.1 para HW 40.

redução, fotometria e calibração ao sistema padrão de magnitudes tal como descritos na Seção 2.2. Não foram consideradas correções relativas à completeza e a descontaminação das estrelas de campo foi feita de forma primária (cf. Seção 2.2.4).

Foram ajustadas de forma visual e subjetiva isócronas de Padova, variando idade e metalicidade, e quando necessário também variaram-se módulo de distância e avermelha-

Figura 6.3: O mesmo da Fig. 6.1 para Lindsay 2.

Figura 6.4: O mesmo da Fig. 6.1 para Lindsay 3.

mento. As Figuras 6.6 a 6.9 mostram os CMDs ajustados por isócronas, com bom acordo. O *seeing* das imagens combinadas de Lindsay 2 é o mais comportado dentre os três aglomerados de 2007B, além de ser um aglomerado populoso de idade intermediária/velha. Por isso decidiu-se aplicar as comparações estatísticas com CMD modelados para obtenção de parâmetros físicos de Lindsay 2, de acordo com método descrito na Seção 5. Leandro Kerber procedeu então com esse ajuste para servir de exemplo para os outros aglomerados e os resultados podem ser visualizados na Figura 6.7. Independentemente dele foi feito também um ajuste visual de isócrona para comparação (Fig. 6.8). Os resultados são compatíveis, como era esperado, no entanto o ajuste visual ainda é uma técnica sujeita a quem analisa o CMD, e as comparações com modelos de CMD constituem um método objetivo, e portanto mais robusto. A Tabela 6.1 compara os resultados para Lindsay 2 usando ambos métodos.

As estimativas de idades para os aglomerados de 2007B são apresentadas na Tabela 6.2, bem como os valores dos demais parâmetros, que neste caso foram variados quando necessário. Lindsay 2 é um aglomerado de idade intermediária com idade ~ 2.6 Ganos e $[Z/Z_{\odot}] \sim -1.3$ tornando-o um importante objeto para traçar o gradiente de metalicidade da SMC depois da reativação da formação estelar nos últimos 4 Ganos (Figura 4.7). Foi confirmada também a idade intermediária/velha de AM 3, e a idade jovem de Lindsay 72.

Figura 6.5: O mesmo da Fig. 6.1 para Lindsay 72.

6.3 Observações realizadas no semestre 2008B

As imagens obtidas em 2008B são as mais complicadas (cf. Secção 2.2.1). Executando redução, fotometria e calibração analagamente ao que foi feito com as imagens de 2007B

Figura 6.6: CMD preliminar para AM 3 a partir das observações de 2007B com um ajuste visual de isócrona de Padova.

Figura 6.7: *Painel da esquerda:* CMD preliminar para Lindsay 2 a partir das observações de 2007B com a isócrona determinada pelos parâmetros ajustados via comparação com CMDs sintéticos. *Painel da direita:* resultado do modelamento com isócrona idêntica à da esquerda.

foram montados CMDs V, B-V para os aglomerados HW 1, 34, 40 e Lindsay 3. Esses CMDs são apresentados nas Figuras 6.10 a 6.13, em que é possível notar com clareza os efeitos do *seeing* defeituoso: as estrelas mais fracas detectadas deveriam ter magnitude $V \approx 23$ -24, mas em todos os CMDs as estrelas chegam a magnitudes maiores que $V \approx 25$ -26; a posição da Sequência Principal deveria ser próxima de $(B-V) \approx 0.5$, o que ocorre

Figura 6.8: O mesmo da Fig. 6.6 para Lindsay 2.

Figura 6.9: O mesmo da Fig. 6.6 para Lindsay 72.

Tabela 6.1 - Parâmetros resultantes para Lindsay 2 a partir de ajuste visual de isócrona clássico e do método desenvolvido por Kerber e Santiago (2005).

	Z	$[Z/Z_{\odot}]$	$\log(\tau/\text{yr})$	$\tau(\text{Ganos})$	$(m-M)_0$	$E(B-V)$
Ajuste visual	0.001	-1.3	9.45	2.9	18.8	0.0
Modelo	0.0010	-1.30	9.42	2.6	18.99	0.02
incertezas	+0.0010	+0.30	+0.07	+0.5	+0.10	+0.02
	-0.0006	-0.40	-0.07	-0.4	-0.10	-0.02

somente para HW 1, mas para o mesmo aglomerado as estrelas alcançam magnitudes em V de até 27.

Para se ter uma base de comparação foram plotadas as isócronas nos limites extremos dos parâmetros razoáveis para a SMC e ainda assim não foi possível ajustar os dados em nenhum dos casos. Os parâmetros das isócronas são apresentados apenas nos CMDs e não na Tabela 6.2, pois os valores são improváveis (todos os aglomerados teriam mais de 18 Ganos de idades, se os CMDs estivesse corretos). Para obter CMDs plausíveis será necessário aplicar o programa de deconvolução de PSF, em desenvolvimento por Bernardo Borges.

Figura 6.10: CMD preliminar para HW 1 a partir das observações de 2008B superposto pelas isócronas de Padova mais próximas dos dados, dentro do limite de parâmetros compatíveis com aglomerados da SMC.

Figura 6.11: O mesmo da Fig. 6.10 para HW 34.

Figura 6.12: O mesmo da Fig. 6.10 para HW 40.

Figura 6.13: O mesmo da Fig. 6.10 para Lindsay 3.

Tabela 6.2 - Estimativas preliminares de idades de aglomerados da SMC a partir de CMDs observados em 2006B e 2007B no telescópio SOAR. São apresentados também os valores adotados para Z , $(m-M)_0$ e $E(B-V)$. *Esses resultados foram obtidos segundo comparações estatísticas com CMDs sintéticos, de forma objetiva.

Aglomerado	τ (Gano)	Z	$(m-M)_0$	$E(B-V)$
2006B				
HW1	4 – 6	0.004	18.8	0.04
HW40	3 – 5	0.004	18.8	0.04
L2	4 – 6	0.004	18.8	0.04
L3	1 – 2	0.004	18.8	0.04
L72	~ 0.1	0.004	18.8	0.04
2007B				
AM3	~ 3	0.002	18.5	0.07
L2*	$2.6^{+0.5}_{-0.4}$	$0.0010^{+0.0010}_{-0.0006}$	18.99 ± 0.10	0.02 ± 0.02
L72	~ 0.03	0.012	18.8	0.00

Sumário e perspectivas

7.1 Espectros

Foram observados espectros integrados de média resolução de aglomerados estelares da Pequena Nuvem de Magalhães (*Small Magellanic Clouds*, SMC), objetivando estudar a evolução química desta galáxia vizinha e em particular tentar confirmar as idades intermediárias/velhas de alguns aglomerados.

Para estudar estes espectros integrados e derivar as idades e metalicidades dos respectivos aglomerados, foram exploradas as habilidades dos códigos STARLIGHT e *ULySS*, combinados com conjuntos de espectros de Populações Estelares Simples (*Simple Stellar Populations*, SSPs). As bases de dados de SSPs empregadas são as de BC03, PEGASE-HR e Vazdekis et al.

Entre os aglomerados pobremente estudados, destaca-se aqui o interesse por estudar mais os aglomerados de idade intermediária/velha HW 1, Lindsay 3, Lindsay 11, NGC 152, NGC 361, NGC 419 e Lindsay 113. Foi confirmada também a idade intermediária/velha de Kron 3 (~ 5 -7 Ganos) e uma idade velha para NGC 121 (~ 8 -12 Ganos).

Como a amostra de espectros é estatisticamente pequena, não é possível traçar conclusões seguras sobre a dependência dos parâmetros derivados com o código adotado, ou com a escolha de conjuntos de modelos de SSPs. Contudo parece haver um indicativo de que a escolha do código tenha um impacto maior nos resultados em relação à escolha dos modelos de SSPs.

Foram também estimadas as massas dos aglomerados da amostra, apresentadas na Tabela 3.2. de Grijs e Goodwin (2008) publicaram funções de massa para os aglomerados baseadas em uma amostra de aglomerados da SMC estatisticamente completa. Os resulta-

dos da Tabela 3.2 seguem o mesmo padrão da distribuição de massa apresentada por eles (Fig. 2, painel d de de Grijs e Goodwin, 2008), ou seja, a maior parte dos aglomerados possuem massas em torno de $\log(M_{cl}/M_{\odot}) \sim 4$.

Outra questão interessante é saber se há populações muito pobres em metais na SMC. Nebulosas planetárias de idades mais velhas que 1 Gano mostram $[\text{Fe}/\text{H}] > -1.0 \pm 0.2$, com muito poucas exceções (Idiart et al., 2007), e alguns aglomerados analisados aqui apresentam metalicidades mais baixas que $[\text{Fe}/\text{H}] < -1.0$. Seria particularmente interessante realizar análises de estrelas individuais desses aglomerados com espectroscopia de alta resolução, para verificar esta questão, uma vez que aparentemente os aglomerados muito pobres não têm uma contrapartida na população de nebulosas planetárias, ou pelo menos muito pouca. A confirmação das metalicidades das nebulosas planetárias menos metálicas seria também de grande interesse.

Por fim, foram identificados alguns aglomerados com idades entre 1 e 8-10 Ganos (este limite superior varia entre os códigos e bases empregados). Por isso é possível concluir que não há uma lacuna nas idades dos aglomerados da SMC, como é o caso da LMC.

Este trabalho baseado em espectroscopia integrada de aglomerados da SMC foi submetido para publicação na revista *Astronomy & Astrophysics*¹ e pode ser visualizado por ora no astro-pH (Dias et al., 2010).

Foi submetido um pedido de tempo de observação no telescópio de 4.1 m SOAR, usando o instrumento GOODMAN, durante o semestre 2009B, de seis aglomerados de idade intermediária/velha apontados neste trabalho: HW34, HW40, L2, L3, L11 e NGC 152. Aprovados para observação em modo remoto durante duas noites, foram observados com sucesso espectros de três aglomerados: L3 e L11, para os quais os espectros apresentados aqui apresentavam S/N muito baixo, e NGC 152, para o qual determinações de idade e metalicidade via STARLIGHT e *ULySS* não convergiram para um valor comum. Foi usado uma câmera CCD com $2K^2$ pixels de $15 \mu\text{m}$ cada e uma grade de 600 l/mm, com dispersão de $0.65 \text{ \AA}/\text{px}$, cobrindo a faixa espectral de 4150 a 6200 $\text{\AA}$. Em todos os casos foi usada uma fenda de $1.68''$ para englobar principalmente as estrelas mais brilhantes de cada aglomerado. Foram observadas também estrelas padrão telúricas e lâmpads de Hg-Ar após as observações de cada objeto, e ao longo da noite foram observadas estrelas padrão terciárias

¹ <http://www.aanda.org/>

de Hamuy et al. (1994). Durante a outra noite a umidade em Cerro Pachón ficou acima de 90% durante a maior parte da noite, e quando abaixo o seeing variava gravemente, o que impediu a obtenção de espectros para os aglomerados com indicações de idade apenas via CMDs.

Como perspectivas de trabalho nessa área, os espectros para esses três aglomerados, que estão em fase de redução, deverão ser analisados usando os procedimentos de ajuste de espectro completo descritos neste trabalho.

7.2 CMDs

Usando fotometria do SOI/SOAR foi possível plotar CMDs para sete aglomerados de idade intermediária/velha e um jovem. Foram realizadas três missões de observação em 2006B, 2007B e 2008B e por ora só foi possível obter estimativas de idades dos aglomerados observados em 2006B e 2007B usando métodos visuais e subjetivos para CMDs V, B-V.

O aglomerado Lindsay 2 observado em 2007B permitiu a aplicação do método de comparações estatísticas com CMDs sintéticos com sucesso e foi tomado como exemplo de aplicação do método, que deverá ser estendido para os outros aglomerados. Foi derivada uma idade intermediária/velha de $2.6^{+0.5}_{-0.4}$ e metalicidade de $[Z/Z_{\odot}] = -1.3^{+0.3}_{-0.4}$, compatível com os parâmetros derivados via ajuste visual de isócrona, mas com a vantagem de ser um método objetivo e robusto, determinando valores para metalicidade, módulo de distância e avermelhamento, além da idade, de maneira auto-consistente.

Como perspectivas para este trabalho deverão ser corrigidos os problemas com o *seeing* das observações de 2007B e 2008B para os três filtros usados (B, V, I) e feitos então CMDs V, B-V e V, V-I, seguindo todos os procedimentos descritos na Seção 2.2. Com os CMDs desses sete aglomerados será possível aplicar então o método estatístico tal como descrito na Seção 5 e derivar seus parâmetros físicos.

Esses aglomerados estão localizados na região extremo oeste da SMC, e se forem todos de idade intermediária/velha, os resultados podem ser combinados com os de Crawl et al. (2001) contribuindo para a discussão sobre a possibilidade de esses aglomerados terem sido deslocados em direção ao *Magellanic stream* por forças de maré.

Referências Bibliográficas

- Ahumada A. V., Clariá J. J., Bica E., Dutra C. M., Dating star clusters in the Small Magellanic Cloud by means of integrated spectra, *A&A*, 2002, vol. 393, p. 855
- Alcaino G., Liller W., Alvarado F., Kravtsov V., Ipatov A., Samus N., Smirnov O., Multicolor CCD Photometry of the SMC Cluster Kron 3, *AJ*, 1996, vol. 112, p. 2004
- Baade W., The Resolution of Messier 32, NGC 205, and the Central Region of the Andromeda Nebula., *ApJ*, 1944, vol. 100, p. 137
- Bergbusch P. A., Vandenberg D. A., Models for Old, Metal-poor Stars with Enhanced α -Element Abundances. III. Isochrones and Isochrone Population Functions, *ApJ*, 2001, vol. 556, p. 322
- Bertelli G., Bressan A., Chiosi C., Fagotto F., Nasi E., Theoretical isochrones from models with new radiative opacities, *A&AS*, 1994, vol. 106, p. 275
- Bica E., Dottori H., Pastoriza M., Ages and metallicities of LMC and SMC red clusters through H-beta and G band photometry, *A&A*, 1986, vol. 156, p. 261
- Bica E., Santos Jr. J. F. C., Schmidt A. A., BS196: an old star cluster far from the Small Magellanic Cloud main body, *MNRAS*, 2008, vol. 391, p. 915
- Bica E. L. D., Schmitt H. R., A Revised and Extended Catalog of Magellanic System Clusters, Associations, and Emission Nebulae. I. Small Magellanic Cloud and Bridge, *ApJS*, 1995, vol. 101, p. 41
- Binney J., Merrifield M., *Galactic astronomy*, 1998

- Bruzual G., Charlot S., Stellar population synthesis at the resolution of 2003, MNRAS, 2003, vol. 344, p. 1000
- Carrera R., Gallart C., Aparicio A., Costa E., Méndez R. A., Noël N. E. D., The Chemical Enrichment History of the Small Magellanic Cloud and its Gradients, AJ, 2008, vol. 136, p. 1039
- Carrera R., Gallart C., Pancino E., Zinn R., The Infrared Ca II Triplet as Metallicity Indicator, AJ, 2007, vol. 134, p. 1298
- Chandar R., Fall S. M., Whitmore B. C., Connection between the Age Distributions of Star Clusters and Field Stars: A First Application to the Small Magellanic Cloud, ApJ, 2006, vol. 650, p. L111
- Chiosi E., Vallenari A., Held E. V., Rizzi L., Moretti A., Age distribution of young clusters and field stars in the Small Magellanic Cloud, A&A, 2006, vol. 452, p. 179
- Cid Fernandes R., Gonzalez Delgado R. M., Testing spectral models for stellar populations with star clusters: I. Methodology, MNRAS, in press. ArXiv: 0912.0410, 2010
- Cid Fernandes R., Mateus A., Sodré L., Stasińska G., Gomes J. M., Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies - I. Spectral synthesis method, MNRAS, 2005, vol. 358, p. 363
- Cid Fernandes R., Schoenell W., Gomes J. M., Asari N., Schlickmann M., Mateus A., Stasinska G., Sodre L., Torres-Papaqui J. P., for the SEAGal collaboration The Star Formation Histories of galaxies: A tour through the STARLIGHT-SDSS database, ArXiv e-prints, 2008
- Cignoni M., Sabbi E., Nota A., Tosi M., Degl'Innocenti S., Moroni P. G. P., Angeretti L., Carlson L. R., Gallagher J., Meixner M., Sirianni M., Smith L. J., Star Formation History in the Small Magellanic Cloud: The Case of NGC 602, AJ, 2009, vol. 137, p. 3668
- Crowl H. H., Sarajedini A., Piatti A. E., Geisler D., Bica E., Clariá J. J., Santos Jr. J. F. C., The Line-of-Sight Depth of Populous Clusters in the Small Magellanic Cloud, AJ, 2001, vol. 122, p. 220

-
- Da Costa G. S., The Age-Abundance Relations and Age Distributions for the Star Clusters of the Magellanic Clouds. In *The Magellanic Clouds*, vol. 148 of IAU Symposium, 1991, p. 183
- Da Costa G. S., Hatzidimitriou D., Ca II Triplet Spectroscopy of Giants in Small Magellanic Cloud Star Clusters: Abundances, Velocities, and the Age-Metallicity Relation, *AJ*, 1998, vol. 115, p. 1934
- de Freitas Pacheco J. A., Barbuy B., Idiart T., Age and metallicity of star clusters in the Magellanic Clouds, *A&A*, 1998, vol. 332, p. 19
- de Grijs R., Goodwin S. P., Star cluster ‘infant mortality’ in the Small Magellanic Cloud (Redivivus), *MNRAS*, 2008, vol. 383, p. 1000
- de Oliveira M. R., Dutra C. M., Bica E., Dottori H., Morphologies and ages of star cluster pairs and multiplets in the Small Magellanic Cloud, *A&AS*, 2000, vol. 146, p. 57
- Dias B., Coelho P., Barbuy B., Kerber L., Idiart T., Age and metallicity of star clusters in the Small Magellanic Cloud from integrated spectroscopy, *ArXiv e-prints*, 2010
- Dolphin A. E., Walker A. R., Hodge P. W., Mateo M., Olszewski E. W., Schommer R. A., Suntzeff N. B., Old Stellar Populations of the Small Magellanic Cloud, *ApJ*, 2001, vol. 562, p. 303
- Dotter A., Chaboyer B., Ferguson J. W., Lee H.-c., Worthey G., Jevremović D., Baron E., Stellar Population Models and Individual Element Abundances. I. Sensitivity of Stellar Evolution Models, *ApJ*, 2007, vol. 666, p. 403
- Dotter A., Kaluzny J., Thompson I. B., Globular cluster ages from main sequence fitting and detached, eclipsing binaries: The case of 47 Tuc. In *IAU Symposium*, vol. 258 of IAU Symposium, 2009, p. 171
- Faber S. M., Friel E. D., Burstein D., Gaskell C. M., Old stellar populations. II - an analysis of K-giant spectra, *ApJS*, 1985, vol. 57, p. 711
- Friel E. D., The Old Open Clusters Of The Milky Way, *ARA&A*, 1995, vol. 33, p. 381

- Garnett D. R., Skillman E. D., Dufour R. J., Peimbert M., Torres-Peimbert S., Terlevich R., Terlevich E., Shields G. A., The evolution of C/O in dwarf galaxies from Hubble Space Telescope FOS observations, *ApJ*, 1995, vol. 443, p. 64
- Gascoigne S. C. B., The older clusters in the Magellanic Clouds. In *Star Formation* , vol. 85 of *IAU Symposium*, 1980, p. 305
- Gascoigne S. C. B., Bessell M. S., Norris J., New Data for Old Magellanic Clusters. In *IAU Colloq. 68: Astrophysical Parameters for Globular Clusters* , 1981, p. 223
- Geisler D., Bica E., Dottori H., Claria J. J., Piatti A. E., Santos Jr. J. F. C., A Search for Old Star Clusters in the Large Magellanic Cloud, *AJ*, 1997, vol. 114, p. 1920
- Gieles M., Lamers H. J. G. L. M., Portegies Zwart S. F., On the Interpretation of the Age Distribution of Star Clusters in the Small Magellanic Cloud, *ApJ*, 2007, vol. 668, p. 268
- Girardi L., Bertelli G., Bressan A., Chiosi C., Groenewegen M. A. T., Marigo P., Salasnich B., Weiss A., Theoretical isochrones in several photometric systems. I. Johnson-Cousins-Glass, HST/WFPC2, HST/NICMOS, Washington, and ESO Imaging Survey filter sets, *A&A*, 2002, vol. 391, p. 195
- Girardi L., Bressan A., Bertelli G., Chiosi C., Evolutionary tracks and isochrones for low- and intermediate-mass stars: From 0.15 to 7 Mo, and from $Z=0.0004$ to 0.03, *A&AS*, 2000, vol. 141, p. 371
- Girardi L., Groenewegen M. A. T., Hatziminaoglou E., da Costa L., Star counts in the Galaxy. Simulating from very deep to very shallow photometric surveys with the TRI-LEGAL code, *A&A*, 2005, vol. 436, p. 895
- Girardi L., Rubele S., Kerber L., Discovery of two distinct red clumps in NGC 419: a rare snapshot of a cluster at the onset of degeneracy, *MNRAS*, 2009, vol. 394, p. L74
- Glatt K., Gallagher III J. S., Grebel E. K., Nota A., Sabbi E., Sirianni M., Clementini G., Tosi M., Harbeck D., Koch A., Cracraft M., An Accurate Age Determination for the Small Magellanic Cloud Star Cluster NGC 121 with the Hubble Space Telescope/advanced Camera for Surveys, *AJ*, 2008

-
- Glatt K., Grebel E. K., Gallagher J. S., Nota A., Sabbi E., Sirianni M., Clementini G., Da Costa G., Tosi M., Harbeck D., Koch A., Kayser A., Structural Parameters of Seven Small Magellanic Cloud Intermediate-Age and Old Star Clusters, *AJ*, 2009, vol. 138, p. 1403
- Glatt K., Grebel E. K., Sabbi E., Gallagher J. S., Nota A., Sirianni M., Clementini G., Tosi M., Harbeck D., Koch A., Kayser A., Da Costa G., Age Determination of Six Intermediate-Age Small Magellanic Cloud Star Clusters with Hst/acs, *AJ*, 2008, vol. 136, p. 1703
- Grocholski A. J., Cole A. A., Sarajedini A., Geisler D., Smith V. V., Ca II Triplet Spectroscopy of Large Magellanic Cloud Red Giants. I. Abundances and Velocities for a Sample of Populous Clusters, *AJ*, 2006, vol. 132, p. 1630
- Hamuy M., Suntzeff N. B., Heathcote S. R., Walker A. R., Gigoux P., Phillips M. M., Southern spectrophotometric standards, 2, *PASP*, 1994, vol. 106, p. 566
- Harris J., Zaritsky D., The Star Formation History of the Small Magellanic Cloud, *AJ*, 2004, vol. 127, p. 1531
- Hernandez X., Valls-Gabaud D., A robust statistical estimation of the basic parameters of single stellar populations - I. Method, *MNRAS*, 2008, vol. 383, p. 1603
- Hill V., Abundances of cool supergiants in the SMC young cluster NGC 330, *A&A*, 1999, vol. 345, p. 430
- Hodge P., Ages and Abundances of Magellanic Cloud Clusters. In *IAU Colloq. 68: Astrophysical Parameters for Globular Clusters*, 1981, p. 205
- Hodge P. W., Age calibrations of Magellanic Cloud clusters, *ApJ*, 1983, vol. 264, p. 470
- Hodge P. W., Wright F. W., Catalog of 86 new star clusters in the Small Magellanic Cloud., *AJ*, 1974, vol. 79, p. 858
- Idiart T. P., Maciel W. J., Costa R. D. D., Chemical evolution of the Small Magellanic Cloud based on planetary nebulae, *A&A*, 2007, vol. 472, p. 101

- Jones L. A., Worthey G., New Age Indicators for Old Stellar Populations, *ApJ*, 1995, vol. 446, p. L31+
- Kayser A., Grebel E. K., Harbeck D. R., Cole A. A., Koch A., Gallagher J. S., Da Costa G. S., The Age-Metallicity Relation of the SMC, *ArXiv Astrophysics e-prints*, 2006
- Kerber L. O., Santiago B. X., Physical parameters of rich LMC clusters from modeling of deep HST colour-magnitude diagrams, *A&A*, 2005, vol. 435, p. 77
- Kerber L. O., Santiago B. X., Brocato E., Physical parameters of 15 intermediate-age LMC clusters from modelling of HST colour-magnitude diagrams, *A&A*, 2007, vol. 462, p. 139
- Kerber L. O., Santiago B. X., Castro R., Valls-Gabaud D., Analysis of colour-magnitude diagrams of rich LMC clusters: NGC 1831, *A&A*, 2002, vol. 390, p. 121
- Koleva M., Prugniel P., Bouchard A., Wu Y., ULySS: a full spectrum fitting package, *A&A*, 2009, vol. 501, p. 1269
- Koleva M., Prugniel P., Ocvirk P., Le Borgne D., Soubiran C., Spectroscopic ages and metallicities of stellar populations: validation of full spectrum fitting, *MNRAS*, 2008, vol. 385, p. 1998
- Kontizas M., Preliminary colour-magnitude diagrams of 20 star clusters and their adjoining fields in the small Magellanic Cloud, *A&AS*, 1980, vol. 40, p. 151
- Kormendy J., Fisher D. B., Cornell M. E., Bender R., Structure and Formation of Elliptical and Spheroidal Galaxies, *ApJS*, 2009, vol. 182, p. 216
- Le Borgne D., Rocca-Volmerange B., Prugniel P., Lançon A., Fioc M., Soubiran C., Evolutionary synthesis of galaxies at high spectral resolution with the code PEGASE-HR. Metallicity and age tracers, *A&A*, 2004, vol. 425, p. 881
- Le Borgne J., Bruzual G., Pelló R., Lançon A., Rocca-Volmerange B., Sanahuja B., Scherer D., Soubiran C., Vílchez-Gómez R., STELIB: A library of stellar spectra at $R \sim 2000$, *A&A*, 2003, vol. 402, p. 433
- Lee Y., Demarque P., Zinn R., The horizontal-branch stars in globular clusters. 2: The second parameter phenomenon, *ApJ*, 1994, vol. 423, p. 248

-
- Mateo M. L., Dwarf Galaxies of the Local Group, *ARA&A*, 1998, vol. 36, p. 435
- McCumber M. P., Garnett D. R., Dufour R. J., Stellar Populations in the Wing of the Small Magellanic Cloud from Hubble Space Telescope Photometry, *AJ*, 2005, vol. 130, p. 1083
- Mighell K. J., Sarajedini A., French R. S., WFPC2 Observations of Star Clusters in the Magellanic Clouds. II. The Oldest Star Clusters in the Small Magellanic Cloud, *AJ*, 1998, vol. 116, p. 2395
- Mould J. R., Da Costa G. S., Crawford M. D., The intermediate age SMC globular cluster Lindsay 113, *ApJ*, 1984, vol. 280, p. 595
- Mould J. R., Jensen J. B., Da Costa G. S., The age of the Small Magellanic Cloud cluster Lindsay 11, *ApJS*, 1992, vol. 82, p. 489
- Naylor T., Jeffries R. D., A maximum-likelihood method for fitting colour-magnitude diagrams, *MNRAS*, 2006, vol. 373, p. 1251
- Noël N. E. D., Gallart C., Costa E., Méndez R. A., Old Main-Sequence Turnoff Photometry in the Small Magellanic Cloud. I. Constraints on the Star Formation History in Different Fields, *AJ*, 2007, vol. 133, p. 2037
- Pagel B. E. J., Tautvaisiene G., Chemical evolution of the Magellanic Clouds: analytical models, *MNRAS*, 1998, vol. 299, p. 535
- Parisi M. C., Grocholski A. J., Geisler D., Sarajedini A., Clariá J. J., Ca II Triplet Spectroscopy of Small Magellanic Cloud Red Giants. I. Abundances and Velocities for a Sample of Clusters, *AJ*, 2009, vol. 138, p. 517
- Piatti A. E., Santos J. F. C., Clariá J. J., Bica E., Sarajedini A., Geisler D., Ages and metallicities of five intermediate-age star clusters projected towards the Small Magellanic Cloud, *MNRAS*, 2001, vol. 325, p. 792
- Piatti A. E., Santos Jr. J. F. C., Clariá J. J., Bica E., Ahumada A. V., Parisi M. C., Integrated spectral analysis of 18 concentrated star clusters in the Small Magellanic Cloud, *A&A*, 2005, vol. 440, p. 111

- Piatti A. E., Sarajedini A., Geisler D., Gallart C., Wischnjewsky M., Five young star clusters in the outer region of the Small Magellanic Cloud, *MNRAS*, 2007, vol. 382, p. 1203
- Piatti A. E., Sarajedini A., Geisler D., Seguel J., Clark D., Tracing the formation history of intermediate-age star clusters in the Small Magellanic Cloud, *MNRAS*, 2005, vol. 358, p. 1215
- Pietrinferni A., Cassisi S., Salaris M., Castelli F., A Large Stellar Evolution Database for Population Synthesis Studies. I. Scaled Solar Models and Isochrones, *ApJ*, 2004, vol. 612, p. 168
- Pietrzynski G., Udalski A., The Optical Gravitational Lensing Experiment. Age of Star Clusters from the SMC, *Acta Astronomica*, 1999, vol. 49, p. 157
- Pompéia L., Hill V., Spite M., Cole A., Primas F., Romaniello M., Pasquini L., Cioni M.-R., Smecker Hane T., Chemical abundances in LMC stellar populations. I. The inner disk sample, *A&A*, 2008, vol. 480, p. 379
- Prugniel P., Soubiran C., A database of high and medium-resolution stellar spectra, *A&A*, 2001, vol. 369, p. 1048
- Rafelski M., Zaritsky D., The Star Clusters of the Small Magellanic Cloud: Age Distribution, *AJ*, 2005, vol. 129, p. 2701
- Rich R. M., Da Costa G. S., Mould J. R., Main-sequence photometry of the SMC globular cluster Kron 3, *ApJ*, 1984, vol. 286, p. 517
- Rich R. M., Shara M., Fall S. M., Zurek D., Two Groups of Nearly Coeval Star Clusters in the Small Magellanic Cloud, *AJ*, 2000, vol. 119, p. 197
- Rich R. M., Shara M. M., Zurek D., New Photometry for the Intermediate-Age Large Magellanic Cloud Globular Cluster NGC 2121 and the Nature of the LMC Age Gap, *AJ*, 2001, vol. 122, p. 842
- Rose J. A., The integrated spectra of M32 and of 47 Tuc: A comparative study at high spectral resolution, *AJ*, 1994, vol. 107, p. 206

-
- Sabbi E., Sirianni M., Nota A., Tosi M., Gallagher J., Meixner M., Oey M. S., Walterbos R., Pasquali A., Smith L. J., Angeretti L., Past and Present Star Formation in the SMC: NGC 346 and its Neighborhood, *AJ*, 2007, vol. 133, p. 44
- Sagar R., Pandey A. K., A bibliography F colour magnitude diagram studies of star clusters in the Magellanic Clouds, *A&AS*, 1989, vol. 79, p. 407
- Salpeter E. E., The Luminosity Function and Stellar Evolution., *ApJ*, 1955, vol. 121, p. 161
- Sánchez-Blázquez P., Peletier R. F., Jiménez-Vicente J., Cardiel N., Cenarro A. J., Falcón-Barroso J., Gorgas J., Selam S., Vazdekis A., Medium-resolution Isaac Newton Telescope library of empirical spectra, *MNRAS*, 2006, vol. 371, p. 703
- Sandage A., The population concept, globular clusters, subdwarfs, ages, and the collapse of the Galaxy, *ARA&A*, 1986, vol. 24, p. 421
- Santiago B., Beaulieu S., Johnson R., Gilmore G. F., Stellar luminosity functions of rich star clusters in the Large Magellanic Cloud, *A&A*, 2001, vol. 369, p. 74
- Sarajedini A., Technique for the simultaneous determination of globular cluster metallicity and reddening using $(V, V - I)$ color-magnitude diagrams, *AJ*, 1994, vol. 107, p. 618
- Sarajedini A., Three Populous Clusters Discovered in the Large Magellanic Cloud Age Gap, *AJ*, 1998, vol. 116, p. 738
- Sarajedini A., Lee Y.-W., Lee D.-H., Ages for Globular Clusters with Predominantly Red Horizontal Branches, *ApJ*, 1995, vol. 450, p. 712
- Scalo J. M., The stellar initial mass function, *Fundamentals of Cosmic Physics*, 1986, vol. 11, p. 1
- Schlegel D. J., Finkbeiner D. P., Davis M., Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds, *ApJ*, 1998, vol. 500, p. 525

- Schulz J., Fritze-v. Alvensleben U., Möller C. S., Fricke K. J., Spectral and photometric evolution of simple stellar populations at various metallicities, *A&A*, 2002, vol. 392, p. 1
- Sharpee B., Stark M., Pritzl B., Smith H., Silbermann N., Wilhelm R., Walker A., BV Photometry of Variable Stars in the Northeast Arm of the Small Magellanic Cloud, *AJ*, 2002, vol. 123, p. 3216
- Sousa S. G., Santos N. C., Israelian G., Mayor M., Monteiro M. J. P. F. G., A new code for automatic determination of equivalent widths: Automatic Routine for line Equivalent widths in stellar Spectra (ARES), *A&A*, 2007, vol. 469, p. 783
- Stetson P. B., DAOPHOT - A computer program for crowded-field stellar photometry, *PASP*, 1987, vol. 99, p. 191
- Tammann G. A., Dwarf Galaxies in the Past. In European Southern Observatory Astrophysics Symposia , vol. 49 of European Southern Observatory Astrophysics Symposia, 1994, p. 3
- Tolstoy E., Hill V., Tosi M., Star-Formation Histories, Abundances, and Kinematics of Dwarf Galaxies in the Local Group, *ARA&A*, 2009, vol. 47, p. 371
- van der Marel R. P., Kallivayalil N., Besla G., Kinematical structure of the Magellanic System. In IAU Symposium , vol. 256 of IAU Symposium, 2009, p. 81
- Vazdekis A., Evolutionary Stellar Population Synthesis at 2 Å Spectral Resolution, *ApJ*, 1999, vol. 513, p. 224
- Vazdekis A., Cardiel N., Cenarro A. J., Cervantes J. L., Falcón-Barroso J., Gorgas J., Jiménez-Vicente J., Martín-Hernández J. M., Peletier R. F., Sánchez-Blázquez P., Selam S. O., Toloba E., Stellar Population SEDs at 2.3?. In IAU Symposium , vol. 241 of IAU Symposium, 2007, p. 133
- Zaritsky D., Harris J., Thompson I., A digital photometric survey of the magellanic clouds: First results from one million stars., *AJ*, 1997, vol. 114, p. 1002

Apêndice

Apêndice A

Ajustes espectrais

Nesta seção são mostrados para cada aglomerado, os melhores ajustes com ambos códigos e os modelos de SSP de PEGASE-HR.

Figura A.1: Painel superior: Espectro observado (linha preta) do aglomerado HW1 e o melhor modelo ajustado de STARLIGHT+PEGASE-HR (linha azul). Painel inferior: resíduos do ajuste.

Figura A.2: O mesmo da Fig. A.1 para o aglomerado K3 (ESO).

Figura A.3: O mesmo da Fig. A.1 para o aglomerado K3 (LNA).

Figura A.4: O mesmo da Fig. A.1 para o aglomerado L3.

Figura A.5: O mesmo da Fig. A.1 para o aglomerado L11.

Figura A.6: O mesmo da Fig. A.1 para o aglomerado L113.

Figura A.7: O mesmo da Fig. A.1 para o aglomerado NGC 121 (ESO).

Figura A.8: O mesmo da Fig. A.1 para o aglomerado NGC 121 (LNA).

Figura A.9: O mesmo da Fig. A.1 para o aglomerado NGC 152.

Figura A.10: O mesmo da Fig. A.1 para o aglomerado NGC 222.

Figura A.11: O mesmo da Fig. A.1 para o aglomerado NGC 256.

Figura A.12: O mesmo da Fig. A.1 para o aglomerado NGC 269.

Figura A.13: O mesmo da Fig. A.1 para o aglomerado NGC 294.

Figura A.14: O mesmo da Fig. A.1 para o aglomerado NGC 361 (ESO99).

Figura A.15: O mesmo da Fig. A.1 para o aglomerado NGC 361 (ESO00).

Figura A.16: O mesmo da Fig. A.1 para o aglomerado NGC 419.

Figura A.17: O mesmo da Fig. A.1 para o aglomerado NGC 458.

Figura A.18: *Painel superior*: Espectro observado (linha preta) do aglomerado HW1 e o melhor modelo ajustado por *ULySS*+*PEGASE*-HR (linha azul). *Painel inferior*: resíduos do ajuste. Pixels vermelhos correspondem a regiões com linhas telúricas rejeitadas pelo ajuste. As linhas verdes contínuas marcam a variação de um σ .

Figura A.19: O mesmo da Fig. A.18 para o aglomerado K3 (ESO).

Figura A.20: O mesmo da Fig. A.18 para o aglomerado K3 (LNA).

Figura A.21: O mesmo da Fig. A.18 para o aglomerado L3.

Figura A.22: O mesmo da Fig. A.18 para o aglomerado L11.

Figura A.23: O mesmo da Fig. A.18 para o aglomerado L113.

Figura A.24: O mesmo da Fig. A.18 para o aglomerado NGC 121 (ESO).

Figura A.25: O mesmo da Fig. A.18 para o aglomerado NGC 121 (LNA).

Figura A.26: O mesmo da Fig. A.18 para o aglomerado NGC 152.

Figura A.27: O mesmo da Fig. A.18 para o aglomerado NGC 222.

Figura A.28: O mesmo da Fig. A.18 para o aglomerado NGC 256.

Figura A.29: O mesmo da Fig. A.18 para o aglomerado NGC 269.

Figura A.30: O mesmo da Fig. A.18 para o aglomerado NGC 294.

Figura A.31: O mesmo da Fig. A.18 para o aglomerado NGC 361 (ESO99).

Figura A.32: O mesmo da Fig. A.18 para o aglomerado NGC 361 (ESO00).

Figura A.33: O mesmo da Fig. A.18 para o aglomerado NGC 419.

Figura A.34: O mesmo da Fig. A.18 para o aglomerado NGC 458.

Apêndice B

Script PERL para redução de dados do SOI/SOAR usando IRAF

Nesta seção é apresentado o *script* PERL elaborado para redução automatizada de dados fotométricos do SOI/SOAR.

```
#!/usr/bin/perl
# Script PERL to reduce SOAR/SOI images

##### main code #####

&begin; # print the begin
&zip; # unzip the images
&directories; # make directories and move .fits into them
&bias; # reduce bias images
&flat; # reduce flat images
&science; # reduce science images
&soimosaic; # test the task soar.soi.soimosaic
&standards; # reduce standards images
&end; # print the end
##### begin: #####

sub begin{
    print "\n *** Start SOAR/SOI images reduction \n";
    chomp($homedir = `echo $HOME`);
    chomp($workdir = `pwd`);
    print "work directory: $workdir \n";
    `rm -f begin_date.txt \n`;
    `date >> begin_date.txt \n`;
    `chmod 664 *.fits`;
}

##### zip: #####

sub zip{
    `gunzip *.gz \n`;
}
```

```
##### directories: #####

sub directories {
    print "\n *** Make bias, flat, science and standards directories \n";
#### bias: ####
    'mkdir bias \n';
    'mv bias*.fits bias/. \n';
#### flat: ####
    'mkdir flat \n';
    'mv dflat*.fits flat/. \n';
#### standards: ####
#open IRAF
    print "work directory 1: $workdir \n";
    chdir("$homedir");
    open (CODE,"| cl") or die "Can't find $!";
    print CODE "pwd \n";
    print CODE "cd $workdir \n";
#create lists
    print CODE "hsl SO*.fits[1] object yes > imglist \n";
    print CODE "ls SO* > imglist.file \n";
#close IRAF
    print CODE "logout \n";
    close (CODE);
#select standards
    print "work directory 2: $workdir \n";
    chdir("$workdir");
    open INFILE, "<imglist" or die "Cannot open imglist.";
    open INFILE2, "<imglist.file" or die "Cannot open imglist.file.";
    my @obj=<INFILE>;
    my @filename=<INFILE2>;
    'mkdir standards \n';
    my $numberline1=substr('wc -l imglist',0,3);
    'rm -f list_Std* \n';
    for($i=0;$i<$numberline1;$i=$i+1){
        if(substr($obj[$i],1,3) eq Std){
            $tmp=substr($filename[$i],0,length($filename[$i])-1);
            'mv $tmp standards/';
        }
    }
    close INFILE;
    close INFILE2;
    'rm -f imglist \n';
    'rm -f imglist.file \n';
#### science: ####
    'mkdir science \n';
    'mv SO*.fits science/. \n';
}
```

```
##### bias #####
sub bias {
    print "\n *** Reduce BIAS images \n";
#open IRAF
    print "work directory 1: $workdir \n";
    chdir("$homedir");
    open (CODE,"| cl") or die "Can't find $!";
    print CODE "pwd \n";
    print CODE "cd $workdir \n";
#set sdtimage to properly visualize 2x2 binned images
    print CODE "set stdimage=imt4096 \n";
#load relevant packages
    print CODE "soar \n","soi \n","mscred \n";
# restore initial defaults for parameters for all packages
    print CODE "unlearn soar \n","unlearn soi \n","unlearn mscred \n";
#the filter position is used to record the filter name
#in the image headers; required to handle image subsets
    print CODE "cd bias \n";
    print CODE "hsl *2x2*.fits[1] \ $I \ 'OBSTYPE == \"ZERO\"' > list_bias2x2 \n";
    print CODE "hsl *4x4*.fits[1] \ $I \ 'OBSTYPE == \"ZERO\"' > list_bias4x4 \n";
#Conferir estatísticas das imagens de bias
    print CODE "imstat \@list_bias2x2 > imstat_bias2x2 \n";
    print CODE "imstat \@list_bias4x4 > imstat_bias4x4 \n";
#close IRAF to run awk
    print CODE "logout \n";
    close (CODE);
#trim the last characters (.fits[1]) in the filenames inside the lists
    chdir("$workdir");
    chomp($pdir = `pwd`);
    print "Present directory: $pdir \n";
    `awk '{sub(/.fits\[1\]/, ""); print}' \ "bias/list_bias2x2\" > \ "bias/list_bias2x2_2\" `;
    `awk '{sub(/.fits\[1\]/, ""); print}' \ "bias/list_bias4x4\" > \ "bias/list_bias4x4_2\" `;
#reopen IRAF
    print "work directory 2: $workdir \n";
    chdir("$homedir");
    open (CODE,"| cl") or die "Can't find $!";
    print CODE "pwd \n";
    print CODE "cd $workdir \n";
#set sdtimage to properly visualize 2x2 binned images
    print CODE "set stdimage=imt4096 \n";
#load relevant packages
    print CODE "soar \n", "soi \n", "mscred \n";
# restore initial defaults for parameters for all packages
    print CODE "unlearn soar \n","unlearn soi \n","unlearn mscred \n";
    print CODE "cd bias \n";
#creates averaged bias
```

```

print CODE "zerocombine \@list_bias2x2_2 ccdtype=\"ZERO\" process=no output=bias2x2 \n";
print CODE "zerocombine \@list_bias4x4_2 ccdtype=\"ZERO\" process=no output=bias4x4 \n";
# close IRAF
print CODE "logout \n";
close (CODE);
}

##### flat #####
sub flat {
    print "\n *** Reduce FLAT images \n";
#open IRAF
    print "work directory 1: $workdir \n";
    chdir("$homedir");
    open (CODE,"| cl") or die "Can't find $!";
    print CODE "pwd \n";
    print CODE "cd $workdir \n";
#set sdtimage to properly visualize 2x2 binned images
    print CODE "set stdimage=imt4096 \n";
#load relevant packages
    print CODE "soar \n","soi \n","mscred \n";
# restore initial defaults for parameters for all packages
    print CODE "unlearn soar \n","unlearn soi \n","unlearn mscred \n";
#the filter position is used to record the filter name
#in the image headers; required to handle image subsets
    print CODE "cd flat \n";
    print CODE "hsl dflat*.fits[1] \$I \'filpos == \'2 1\'\' > list_flatB \n";
    print CODE "hsl dflat*.fits[1] \$I \'filpos == \'3 1\'\' > list_flatV \n";
    print CODE "hsl dflat*.fits[1] \$I \'filpos == \'5 1\'\' > list_flatI \n";
# close IRAF to run awk
    print CODE "logout \n";
    close (CODE);
# trim the last characters (.fits[1]) in the filenames inside the lists
    chdir("$workdir");
    chomp($pdir = `pwd`);
    print "Present directory: $pdir \n";
    'awk '{sub(/.fits\[1\]/, ""); print}' \flat/list_flatB\ > \flat/list_flatB_2\ ' ;
    'awk '{sub(/.fits\[1\]/, ""); print}' \flat/list_flatV\ > \flat/list_flatV_2\ ' ;
    'awk '{sub(/.fits\[1\]/, ""); print}' \flat/list_flatI\ > \flat/list_flatI_2\ ' ;
#Reopen IRAF
    print "work directory 2: $workdir \n";
    chdir("$homedir");
    open (CODE,"| cl") or die "Can't find $!";
    print CODE "pwd \n";
    print CODE "cd $workdir \n";
#set sdtimage to properly visualize 2x2 binned images
    print CODE "set stdimage=imt4096 \n";
#load relevant packages

```



```

    print CODE "soar \n","soi \n","mscred \n";
# restore initial defaults for parameters for all packages
    print CODE "unlearn soar \n","unlearn soi \n","unlearn mscred \n";
#update 'filter' parameter in the image headers;
    print CODE "cd flat \n";
    print CODE "soiupfilter \@list_flatB_2 filter_=yes filter=B \n";
    print CODE "soiupfilter \@list_flatV_2 filter_=yes filter=V \n";
    print CODE "soiupfilter \@list_flatI_2 filter_=yes filter=I \n";
    print CODE "cd ../ \n";
#set ccdproc parameters (without running the task)
    print CODE "ccdproc.ccdtype=\"OBJECT\" \n", "ccdproc.fixpix=no \n", "ccdproc.oversca=yes \n";
    print CODE "ccdproc.trim=yes \n", "ccdproc.zerocor=yes \n", "ccdproc.darkcor=no \n";
    print CODE "ccdproc.flatcor=no \n", "ccdproc.merge=no \n", "ccdproc.biassec=\"!biassec\" \n";
    print CODE "!rm flat/Zero.fits \n", "cp bias/bias2x2.fits flat/Zero.fits \n";
    print CODE "ccdproc.trimsec=\"!trimsec\" \n", "ccdproc.zero=\"Zero\" \n";
    print CODE "ccdproc.function=\"legendre\" \n", "ccdproc.order=2 \n", "ccdproc.sample=\"28:2048\" \n";
    print CODE "!rm ccdproc.lpar \n", "lpar ccdproc > flat/ccdproc.lpar \n";
#create averaged flats
    print CODE "cd flat \n";
    print CODE "flatcombine.ccdtype=\"FLAT\" \n", "flatcombine.combine=\"median\" \n";
    print CODE "flatcombine.process=yes \n";
    print CODE "flatcombine.subsets=yes \n", "flatcombine.lsigma=3 \n", "flatcombine.hsigma=3 \n";
    print CODE "!rm flatcombine.lpar \n", "lpar flatcombine > flatcombine.lpar \n";
    print CODE "!rm list_flat_all_2 \n", "cat list_flat?_2 > list_flat_all_2 \n";
    print CODE "flatcombine \@list_flat_all_2 output=Flat \n";
    print CODE "logout \n";
    close (CODE);
}

##### science #####
sub science {
    print "\n *** Reduce SCIENCE images \n";
#open IRAF
    print "work directory 1: $workdir \n";
    chdir("$homedir");
    open (CODE,"| cl") or die "Can't find $!";
    print CODE "pwd \n";
    print CODE "cd $workdir \n";
#set sdtimage to properly visualize 2x2 binned images
    print CODE "set sdtimage=imt4096 \n";
#load relevant packages
    print CODE "soar \n","soi \n","mscred \n";
# restore initial defaults for parameters for all packages
    print CODE "unlearn soar \n","unlearn soi \n","unlearn mscred \n";
#the filter position is used to record the filter name
#in the image headers; required to handle image subsets
    print CODE "cd science \n";

```

```

print CODE "!rm list_science* \n";
print CODE "hsl S*.fits[1] \$I \'filpos == \'2 1\' > list_scienceB \n";
print CODE "hsl S*.fits[1] \$I \'filpos == \'3 1\' > list_scienceV \n";
print CODE "hsl S*.fits[1] \$I \'filpos == \'5 1\' > list_scienceI \n";
# Select scientific targets
print CODE "hsl \@list_scienceB \$I \'OBJECT == \'Lindsay 3 - Filter B Long\' > list_L3_B_long \n";
print CODE "hsl \@list_scienceV \$I \'OBJECT == \'Lindsay 3 - Filter V Long\' > list_L3_V_long \n";
print CODE "hsl \@list_scienceI \$I \'OBJECT == \'Lindsay 3 - Filter I Long\' > list_L3_I_long \n";
print CODE "!rm list_L3_long \n", "cat list_L3_?_long > list_L3_long \n";
print CODE "hsl \@list_scienceB \$I \'OBJECT == \'Lindsay 3 - Filter B Short\' > list_L3_B_short \n";
print CODE "hsl \@list_scienceV \$I \'OBJECT == \'Lindsay 3 - Filter V Short\' > list_L3_V_short \n";
print CODE "hsl \@list_scienceI \$I \'OBJECT == \'Lindsay 3 - Filter I Short\' > list_L3_I_short \n";
print CODE "!rm list_L3_short \n", "cat list_L3_?_short > list_L3_short \n";
# close IRAF to run awk
print CODE "logout \n";
close (CODE);
#trim the last characters (.fits[1]) in the filenames inside the lists
chdir("$workdir");
chomp($pdir = 'pwd');
print "Present directory: $pdir \n";
'awk '{sub(/.fits\[1\]/, ""); print}' "science/list_scienceB" > "science/list_scienceB_2" ';
'awk '{sub(/.fits\[1\]/, ""); print}' "science/list_scienceV" > "science/list_scienceV_2" ';
'awk '{sub(/.fits\[1\]/, ""); print}' "science/list_scienceI" > "science/list_scienceI_2" ';
'awk '{sub(/.fits\[1\]/, ""); print}' "science/list_L3_long" > "science/list_L3_long_2" ';
'awk '{sub(/.fits\[1\]/, ""); print}' "science/list_L3_short" > "science/list_L3_short_2" ';
#Reopen IRAF
print "work directory 2: $workdir \n";
chdir("$homedir");
open (CODE,"| cl") or die "Can't find $!";
print CODE "pwd \n";
print CODE "cd $workdir \n";
#set sdtimage to properly visualize 2x2 binned images
print CODE "set stdimage=imt4096 \n";
#load relevant packages
print CODE "soar \n","soi \n","mscred \n";
# restore initial defaults for parameters for all packages
print CODE "unlearn soar \n","unlearn soi \n","unlearn mscred \n";
#update 'filter' parameter in the image headers;
print CODE "cd science \n";
print CODE "soiupfilter \@list_scienceB_2 filter=yes filter=B \n";
print CODE "soiupfilter \@list_scienceV_2 filter=yes filter=V \n";
print CODE "soiupfilter \@list_scienceI_2 filter=yes filter=I \n";
print CODE "!rm list_science_all_2 \n", "cat list_science?_2 > list_science_all_2 \n";
print CODE "cd ../ \n";
print CODE "!rm science/Flat*.fits \n", "cp flat/Flat*.fits science/. \n";
print CODE "!rm science/Zero.fits \n", "cp flat/Zero.fits science/. \n";
#set ccdproc parameters (without running the task)

```

```

print CODE "ccdproc.ccdtype=\"OBJECT\" \n", "ccdproc.fixpix=no \n", "ccdproc.oversca=yes \n";
print CODE "ccdproc.trim=yes \n", "ccdproc.zerocor=yes \n", "ccdproc.darkcor=no \n";
print CODE "ccdproc.flatcor=no \n", "ccdproc.merge=no \n", "ccdproc.biassec=\"!biassec\" \n";
print CODE "!rm flat/Zero.fits \n", "cp bias/bias2x2.fits flat/Zero.fits \n";
print CODE "ccdproc.trimsec=\"!trimsec\" \n", "ccdproc.zero=\"Zero\" \n";
print CODE "ccdproc.function=\"legendre\" \n", "ccdproc.order=2 \n", "ccdproc.sample=\"28:2048\" \n";
print CODE "!rm ccdproc.lpar \n", "lpar ccdproc > science/ccdproc.lpar \n";
# process frames for bias and flats corrections
print CODE "cd science \n";
print CODE "ccdproc \@list_science_all_2 ccdtype=\"OBJECT\"
        oversca=yes trim=yes zerocor=yes darkcor=no flatcor=yes flat=\"Flat*\" zero=\"Zero\" \n";
# combine images to decrease the noise and to remove the cosmic rays
print CODE "combine \@list_L3_long_2 output=\"L3_long_\"
        subsets=yes combine=\"median\" reject=\"minmax\" nlow=1 nhigh=1 nkeep=1 \n";
print CODE "combine \@list_L3_short_2 output=\"L3_short_\"
        subsets=yes combine=\"average\" reject=\"none\" \n";
# Close IRAF
print CODE "logout \n";
close (CODE);
}

##### standards #####
sub standards{
#mesma coisa de science, salvo os nomes das listas e arquivos.
print "\n *** Reduce STANDARD images \n";
#open IRAF
'rm -f $workdir/standards/inglist* \n';
print "work directory 1: $workdir \n";
chdir("$homedir");
open (CODE,"| cl") or die "Can't find $!";
print CODE "pwd \n";
print CODE "cd $workdir \n";
#set stdimage to properly visualize 2x2 binned images
print CODE "set stdimage=imt4096 \n";
#load relevant packages
print CODE "soar \n","soi \n","mscred \n";
# restore initial defaults for parameters for all packages
print CODE "unlearn soar \n","unlearn soi \n","unlearn mscred \n";
#the filter position is used to record the filter name
#in the image headers; required to handle image subsets
print CODE "cd standards \n";
print CODE "!rm list_standards* \n";
print CODE "hsl $*.fits[1] \$I \\'filpos == \"2 1\"\' > list_standardsB \n";
print CODE "hsl $*.fits[1] \$I \\'filpos == \"3 1\"\' > list_standardsV \n";
print CODE "hsl $*.fits[1] \$I \\'filpos == \"5 1\"\' > list_standardsI \n";
# Select scientific targets
#create lists

```

```

print CODE "hset SO*.fits[1] object yes > imglist \n";
print CODE "ls SO* > imglist.file \n";
#close IRAF
print CODE "logout \n";
close (CODE);
#trim the last characters (.fits[1]) in the filenames inside the lists
chdir("$workdir");
chomp($pdir = `pwd`);
print "Present directory: $pdir \n";
`awk '{sub(/.fits\[1\]/, ""); print}' \ "standards/list_standardsB\" > \ "standards/list_standardsB_2\" `;
`awk '{sub(/.fits\[1\]/, ""); print}' \ "standards/list_standardsV\" > \ "standards/list_standardsV_2\" `;
`awk '{sub(/.fits\[1\]/, ""); print}' \ "standards/list_standardsI\" > \ "standards/list_standardsI_2\" `;
#create lists by standards, filter and air mass
print "work directory 2: $workdir \n";
chdir("$workdir"."/standards/");
open INFILE, "<imglist" or die "Cannot open imglist.";
open INFILE2, "<imglist.file" or die "Cannot open imglist.file.";
my @stdobj=<INFILE>;
my @stdfilename=<INFILE2>;
my $numberline=substr(`wc -l imglist`,0,3);
`rm -f list_Std* \n`;
for($i=0;$i<$numberline;$i=$i+1){
    $tmp1=substr($stdobj[$i],1,length($stdobj[$i])-3);
    $tmp2=substr($stdobj[$i-1],1,length($stdobj[$i-1])-3);
    if($tmp1 eq $tmp2){
        $tmp="list_" . $tmp1;
        open(TMPFILE, ">>$tmp") or die "Cannot open archive.";
        $tmp3=substr($stdfilename[$i],0,-6);
        print TMPFILE "$tmp3\n";
        close(TMPFILE);
        $tmp="";
        $tmp1="";
        $tmp2="";
        $tmp3="";
    }
    else{
        $tmp="list_" . $tmp1;
        open(TMPFILE, ">>$tmp") or die "Cannot open archive.";
        $tmp3=substr($stdfilename[$i],0,-6);
        print TMPFILE "$tmp3\n";
        close(TMPFILE);
        $tmp="";
        $tmp1="";
        $tmp2="";
        $tmp3="";
    }
}
}

```

```

close INFILE;
close INFILE2;
'rm -f list_ \n';
'rm -f list_*acq* \n';

#Reopen IRAF
print "work directory 3: $workdir \n";
chdir("$homedir");
open (CODE,"| cl") or die "Can't find $!";
print CODE "pwd \n";
print CODE "cd $workdir \n";
#set stdimage to properly visualize 2x2 binned images
print CODE "set stdimage=imt4096 \n";
#load relevant packages
print CODE "soar \n","soi \n","mscred \n";
# restore initial defaults for parameters for all packages
print CODE "unlearn soar \n","unlearn soi \n","unlearn mscred \n";
#update 'filter' parameter in the image headers;
print CODE "cd standards \n";
print CODE "soiupfilter \@list_standardsB_2 filter_=yes filter=B \n";
print CODE "soiupfilter \@list_standardsV_2 filter_=yes filter=V \n";
print CODE "soiupfilter \@list_standardsI_2 filter_=yes filter=I \n";
print CODE "!rm list_standards_all_2 \n", "cat list_standards?_2 > list_standards_all_2 \n";
print CODE "cd ../ \n";
print CODE "!rm standards/Flat*.fits \n", "cp flat/Flat*.fits standards/. \n";
print CODE "!rm standards/Zero.fits \n", "cp flat/Zero.fits standards/. \n";
#set ccdproc parameters (without running the task)
print CODE "ccdproc.ccdtype=\"OBJECT\" \n", "ccdproc.fixpix=no \n", "ccdproc.oversca=yes \n";
print CODE "ccdproc.trim=yes \n", "ccdproc.zerocor=yes \n", "ccdproc.darkcor=no \n";
print CODE "ccdproc.flatcor=no \n", "ccdproc.merge=no \n", "ccdproc.biassec=\"!biassec\" \n";
print CODE "!rm flat/Zero.fits \n", "cp bias/bias2x2.fits flat/Zero.fits \n";
print CODE "ccdproc.trimsec=\"!trimsec\" \n", "ccdproc.zero=\"Zero\" \n";
print CODE "ccdproc.function=\"legendre\" \n", "ccdproc.order=2 \n", "ccdproc.sample=\"28:2048\" \n";
print CODE "!rm ccdproc.lpar \n", "lpar ccdproc > standards/cdproc.lpar \n";
# process frames for bias and flats corrections
print CODE "cd standards \n";
print CODE "ccdproc \@list_standards_all_2 ccdtype=\"OBJECT\"
oversca=yes trim=yes zerocor=yes darkcor=no flatcor=yes flat=\"Flat*\" zero=\"Zero\" \n";

# combine images to decrease the noise and to remove the cosmic rays
print "work directory 4: $workdir \n";
chdir("$workdir"/standards/);
my $numberline=substr('wc -l list_standards_all_2',0,3);
open LISTFILE, "<list_standards_all_2";
my @tmp4=<LISTFILE>;
for($i=0;$i<$numberline;$i=$i+1){
print CODE "combine \@tmp4[$i] output=\"$tmp4[$i]_comb\"

```

```

        subsets=no combine=\"median\" reject=\"minmax\" nlow=1 nhigh=1 nkeep=1 \n";
    }
#close IRAF
    print CODE "logout \n";
    close (CODE);

    'rm -f imglist \n';
    'rm -f imglist.file \n';
}

##### end: #####
sub end{
    #'rm -f end_date.txt \n';
    #'date >> end_date.txt \n';
    print "\n *** Reduction finished !!! \n";
}

##### END #####

```