

Daniel Ruschel Dutra

# Teste de modelos de população estelar na região do infravermelho próximo<sup>1</sup>

Dissertação realizada sob a orientação da Professora Dra. Miriani Pastoriza e co-orientação do Professor Dr. Rogério Riffel, apresentada ao Instituto de Física da UFRGS, em preenchimento parcial dos requisitos para a obtenção do título de Mestre em Física.

UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO GRANDE DO SUL

Porto Alegre, 2 de Setembro de 2011

---

<sup>1</sup>Trabalho Financiado pelo Conselho Nacional de Desenvolvimento Científico e Tecnológico (CNPq).



# *Agradecimentos*

À Dra. Miriani Pastoriza e ao Dr. Rogério Riffel pela orientação, dedicação, paciência e pela oportunidade de desenvolver este trabalho.

À minha família pelo amor que tenho experimentado desde que posso me lembrar e o apoio em todas as minhas escolhas, sempre provendo-me as condições para a execução de meus projetos.

À Deise pelo amor, e pelo suporte nos campos emocional e intelectual.

Aos meus amigos, em especial os integrantes da *Absence Of*, pela amizade e por compartilharem comigo a paixão pela música.



“A boa vida é aquela inspirada pelo amor e guiada pelo conhecimento.”

Bertrand Russell

# *Sumário*

<b>1</b>	<b>Introdução</b>	p. 13
1.1	Aglomerados Globulares . . . . .	p. 13
1.2	Síntese de população estelar . . . . .	p. 15
1.2.1	Modelos EPS . . . . .	p. 17
1.3	Objetivos . . . . .	p. 18
<b>2</b>	<b>Observações</b>	p. 20
<b>3</b>	<b>Redução dos dados</b>	p. 26
3.1	Correção por <i>flat-field</i> e extração . . . . .	p. 26
3.2	Subtração do céu e calibração em comprimento de onda . . . . .	p. 28
3.3	Remoção das bandas telúricas e calibração em fluxo . . . . .	p. 30
<b>4</b>	<b>Resultados</b>	p. 36
4.1	Comparação entre larguras equivalentes . . . . .	p. 36
4.2	Comparação espectral direta . . . . .	p. 44
4.2.1	Metodologia . . . . .	p. 46
4.2.2	A Síntese . . . . .	p. 47
4.2.3	SSPs individuais . . . . .	p. 50
<b>5</b>	<b>Conclusões</b>	p. 56
	<b>Apêndice A – Comparação com espectros sintetizados</b>	p. 58

# *Lista de Figuras*

1.1	Imagem do aglomerado globular NGC 2808 . . . . .	p. 15
2.1	Exemplo de espectro do céu . . . . .	p. 22
2.2	CMDs para dois aglomerados da amostra . . . . .	p. 22
2.3	Fração de estrelas sobre a fenda . . . . .	p. 24
2.4	Exemplo de exposições da estrela padrão . . . . .	p. 25
3.1	Exemplos de flat-field . . . . .	p. 27
3.2	Espectro médio do flat-field . . . . .	p. 29
3.3	Imagem na banda J de NGC 362 . . . . .	p. 30
3.4	Exposição de um aglomerado comparada a do céu . . . . .	p. 31
3.5	Perfil de iluminação espúria . . . . .	p. 31
3.6	Uma amostra do espectro da atmosfera na banda H. . . . .	p. 32
3.7	Exemplo da remoção das linhas atmosféricas da estrela padrão. . . . .	p. 33
3.8	Síntese da redução . . . . .	p. 33
3.9	Espectro calibrado em fluxo . . . . .	p. 34
3.10	Espectros dos 12 aglomerados observados . . . . .	p. 35
4.1	Espectros dos 12 aglomerados na banda J . . . . .	p. 37
4.2	Igual à figura 4.1, mas para a banda H . . . . .	p. 38
4.3	Igual à figura 4.1, mas para a banda K . . . . .	p. 39
4.4	Exemplos de medidas de $W_\lambda$ . . . . .	p. 41
4.5	Comparação entre $W_\lambda$ empírica e previsões de M05 . . . . .	p. 42
4.6	Igual à figura 4.5 mas para $W_\lambda$ no óptico e sem os modelos de 1 Gano . . . . .	p. 44
4.7	Índices ópticos selecionados em função de [Fe/H] . . . . .	p. 45

4.8	Contribuição de cada SSP da base BC03 para o espectro sintetizado . . . . .	p. 50
4.9	Igual à figura 4.8, mas para a base GALEV. . . . .	p. 51
4.10	Igual à figura 4.8, mas para a base GRASIL. . . . .	p. 52
4.11	Igual à figura 4.8, mas para a base M05. . . . .	p. 53
4.12	SSP individuais ajustadas (a) . . . . .	p. 54
4.13	SSP individuais ajustadas (b) . . . . .	p. 55
A.1	Ajustes de espectros sintéticos ao espectro de NGC 104 . . . . .	p. 58
A.2	Ajustes de espectros sintéticos ao espectro de NGC 362. . . . .	p. 59
A.3	Ajustes de espectros sintéticos ao espectro de NGC 1851. . . . .	p. 59
A.4	Ajustes de espectros sintéticos ao espectro de NGC 2808. . . . .	p. 60
A.5	Ajustes de espectros sintéticos ao espectro de NGC 6388. . . . .	p. 60
A.6	Ajustes de espectros sintéticos ao espectro de NGC 6440. . . . .	p. 61
A.7	Ajustes de espectros sintéticos ao espectro de NGC 6517. . . . .	p. 61
A.8	Ajustes de espectros sintéticos ao espectro de NGC 6528. . . . .	p. 62
A.9	Ajustes de espectros sintéticos ao espectro de NGC 6541. . . . .	p. 62
A.10	Ajustes de espectros sintéticos ao espectro de NGC 6553. . . . .	p. 63
A.11	Ajustes de espectros sintéticos ao espectro de NGC 6864. . . . .	p. 63
A.12	Ajustes de espectros sintéticos ao espectro de NGC 7078. . . . .	p. 64



## *Lista de Tabelas*

2.1	Registro das observações . . . . .	p. 20
2.2	Propriedades dos Aglomerados . . . . .	p. 21
2.3	Fração de estrelas com o telescópio desfocado . . . . .	p. 24
2.4	Fração de estrelas com o telescópio em acompanhamento não sideral . . . . .	p. 25
4.1	Limites de integração e ajuste de contínuo para a medida de $W_\lambda$ . . . . .	p. 40
4.2	$W_\lambda$ para os aglomerados da amostra, parte 1 (em Å) . . . . .	p. 40
4.3	$W_\lambda$ para os aglomerados da amostra, parte 2 (em Å) . . . . .	p. 41
4.4	Lista de SSPs utilizadas para compor as diferentes bases. . . . .	p. 47
4.5	Idade e metalicidades médias da síntese espectral . . . . .	p. 49

# *Resumo*

A síntese de população estelar é uma técnica amplamente utilizada para estimar propriedades como idade e metalicidade de populações estelares não resolvidas em estrelas individuais. A região do infravermelho próximo (NIR) apresenta diversas características relevantes para o estudo de populações estelares, principalmente quando estas se encontram em regiões obscurecidas por poeira ou densas nuvens de gás. Além disso, estudos pancromáticos podem contribuir para levantar a conhecida degenerescência idade-metalicidade nos estudos de populações estelares no óptico. Fases evolutivas que dominam a luz no NIR são de grande ajuda para restringir a estimativa de idade, e as bandas moleculares do CO são especialmente úteis para a determinação da metalicidade. Neste trabalho utilizamos espectros integrados de 12 aglomerados globulares da Galáxia, entre os comprimentos de onda 1,2 e 2,35 $\mu\text{m}$ , para testar a precisão dos modelos de síntese evolutiva de população (EPS) estelar no NIR. Um código para a redução de espectros de dispersão cruzada foi desenvolvido durante este trabalho, e seus principais aspectos são discutidos. Linhas de absorção atômicas e bandas moleculares foram identificadas e medidas nos espectros observados, e também em espectros ópticos obtidos na literatura. Larguras equivalentes destas linhas foram comparadas às previsões teóricas dos modelos EPS de Maraston (2005). Os resultados da síntese espectral com quatro diferentes bases EPS são discutidos, bem como os ajustes de populações estelares simples. Concluimos que os modelos estudados ainda são incipientes nesta região do espectro eletromagnético, mas que existe uma razoável coerência entre as diferentes bases. As previsões sobre linhas de absorção na região óptica estão muito mais avançadas, e a adição de estrelas térmicamente pulsantes do ramo assintótico das gigantes tem grande impacto sobre as linhas do NIR.

# *Abstract*

Stellar population synthesis is a technique vastly employed to estimate properties, such as age and metallicity, of stellar populations that are not resolved in individual stars. The near infrared (NIR) region shows many characteristics that are relevant to the study of stellar populations, specially for those found in regions obscured by dust or dense gaseous clouds. Furthermore, panchromatic studies can help to remove the well known age-metallicity degenerescence in optical stellar population studies. Evolutionary phases that dominate the light in the NIR are of great value to guide age estimates, and the CO molecular bands are instrumental for determining the metallicity. In this work we use the integrated spectra of 12 Galactic globular clusters, between the wavelengths 1,2 e 2,35 $\mu$ m, to test the accuracy of evolutionary population synthesis (EPS) models in the NIR. A reduction code for cross-dispersed spectroscopy was developed during this work, and its main aspects are discussed. Atomic absorption lines and molecular bands were identified and measured in the observed spectra, and also in optical spectra obtained from the literature. Equivalent widths of these lines were compared to theoretical predictions of the EPS models of Maraston (2005). Spectral synthesis results of four different EPS bases are discussed, as well as simple stellar population fits. We conclude that the studied models are still incipient, although there is a significant coherence among different bases. Predictions concerning optical absorption lines are much more mature, and addition of thermally pulsating asymptotic giant branch stars has a large impact over NIR lines.



# 1 *Introdução*

Apenas uma ínfima parte do Universo visível está acessível a ponto de resolvermos estrelas individuais. Excluído o Grupo Local e os aglomerados de galáxias de Virgem e Fornax, nenhuma galáxia se apresenta aos nossos instrumentos com este nível de detalhamento. Recorremos pois a uma extrapolação do que conhecemos sobre nossa vizinhança para inferir as propriedades das populações estelares distantes. Uma das formas de se fazer esta extrapolação é o emprego de modelos de população estelar que, em linhas gerais, são uma tentativa de prever a distribuição espectral de energia que resulta da soma das contribuições das estrelas que constituem um certo objeto astronômico.

O conceito de populações estelares foi introduzido por Baade (1944) que, ao estudar a região central da galáxia de Andrômeda, notou que suas estrelas podiam ser discriminadas em dois grupos: um grupo que se encaixa em um diagrama cor-magnitude (CMD<sup>1</sup>) similar ao da vizinhança solar, povoado por estrelas de tipo O e B, e aglomerados abertos, chamado população I; e um segundo grupo, população II, com CMD característico de aglomerados globulares. No resto deste texto, a expressão população estelar terá uma conotação mais flexível, significando qualquer conjunto de estrelas que possua propriedades globais conhecíveis e relevantes. Neste sentido, uma população estelar simples (SSP) é um grupo de estrelas de mesma idade e composição química inicial, enquanto que uma população estelar composta é constituída, como seria de se esperar, por mais de uma população simples.

## 1.1 **Aglomerados Globulares**

Visualmente, aglomerados globulares são associações de centenas de milhares de estrelas, com coloração avermelhada, ocupando um volume aproximadamente esférico. As regiões externas são claramente menos densas do que o centro, onde a alta densidade dificulta a identificação de estrelas individuais. Atualmente conhecemos  $\sim 167$  aglomerados globulares da

---

<sup>1</sup>Neste trabalho todas as siglas seguirão a forma usual na língua inglesa, para facilitar a identificação por leitores habituados aos periódicos internacionais.

Galáxia (Harris, 1996)<sup>2</sup>. A figura 1.1 apresenta uma imagem do aglomerado NGC 2808, obtida com o telescópio espacial Hubble. Outras galáxias além da Via Láctea, apresentam sistemas de aglomerados globulares em seus halos, porém na discussão que segue, trataremos apenas daqueles que orbitam a nossa Galáxia.

A presente teoria de evolução estelar nos diz que no momento da sua formação todas as estrelas encontram-se na sequência principal (MS), também conhecida como fase de queima de hidrogênio por ser esta a reação dominante na produção de energia da estrela (Binney; Merri-field, 1998). Para estrelas de massa intermediária, o acúmulo de hélio no núcleo leva a queima do hidrogênio em uma casca ao redor do núcleo da estrela (Salaris; Cassisi, 2005), que deixa a sequência principal tornando-se mais fria (migrando para a direita em um diagrama Hertzsprung-Russel) e ingressa no ramo das subgigantes (SGB). Para estrelas a partir de um certo limite de massa, durante o avanço da produção de hélio para profundidades cada vez menores, a atmosfera estelar expande-se e a estrela percorre o ramo das gigantes (RGB), culminando na ignição do núcleo de He e a passagem para o ramo assintótico das gigantes (AGB).

Limitações tecnológicas impediram a observação da MS em aglomerados globulares até princípios da década de 50, compelindo Baade (1944) a formular o conceito de duas populações distintas. Contudo, avanços na fabricação de fotômetros elétricos e placas fotográficas levaram às primeiras observações do SGB e da MS nestes objetos (Arp; Baum; Sandage, 1953; Sandage, 1953). Unindo estas observações à teoria de evolução estelar, Sandage (1953) deduziu que a idade do aglomerado M 3 deveria ser  $5 \times 10^9$  anos. Observações subsequentes levaram a conclusões semelhantes para todos os aglomerados globulares, estabelecendo-os como os conjuntos de estrelas mais velhas da Galáxia, e ao mesmo tempo impondo um limite para a idade do Universo.

Até o final do último século, estudos fotométricos das estrelas que constituem aglomerados globulares, revelaram uma sequência principal bem definida, que era tida como característica destes objetos (Ashman; Zepf, 1998). Fisicamente, isto significa que dentro de um certo intervalo de luminosidades a cor das estrelas varia pouco, e que esta última torna-se mais azul conforme aumenta a luminosidade, um cenário condizente com um grupo de estrelas que formou-se praticamente ao mesmo tempo, com a mesma composição química e massas diferentes<sup>3</sup>. Porém desde a última década acumulam-se evidências de múltiplas populações estelares em aglomerados globulares da Via Láctea e das Nuvens de Magalhães, através da identificação de bifurcações na MS (Bedin et al., 2004; Piotto et al., 2007; Milone et al., 2010) e outras regiões do CMD (Anderson et al., 2009; Marino et al., 2008).

<sup>2</sup>Um novo artigo submetido pelo mesmo autor em 2010 eleva o número de aglomerados globulares para 157

<sup>3</sup>Especificamente para MS, tudo mais sendo igual, maior massa leva a maior luminosidade e cor mais azul.

Enquanto a metalicidade<sup>4</sup>  $[Fe/H]$ , varia pouco entre as estrelas de um aglomerado globular (Ashman; Zepf, 1998), o conjunto dos aglomerados apresenta uma distribuição bimodal desta grandeza, com picos em  $[Fe/H] = -1,56$  e  $[Fe/H] = -0,54$  (Armandroff; Zinn, 1988). Variações em idade, morfologia do ramo horizontal (HB), e  $[Fe/H]$  têm fomentado a classificação dos aglomerados globulares em subgrupos (Zinn, 1993; Mackey; Gilmore, 2004; Mackey; van den Bergh, 2005). Considerações sobre a relação destes subgrupos com a formação da Galáxia permitem a determinação da distância galactocêntrica do Sol (Bica et al., 2006).

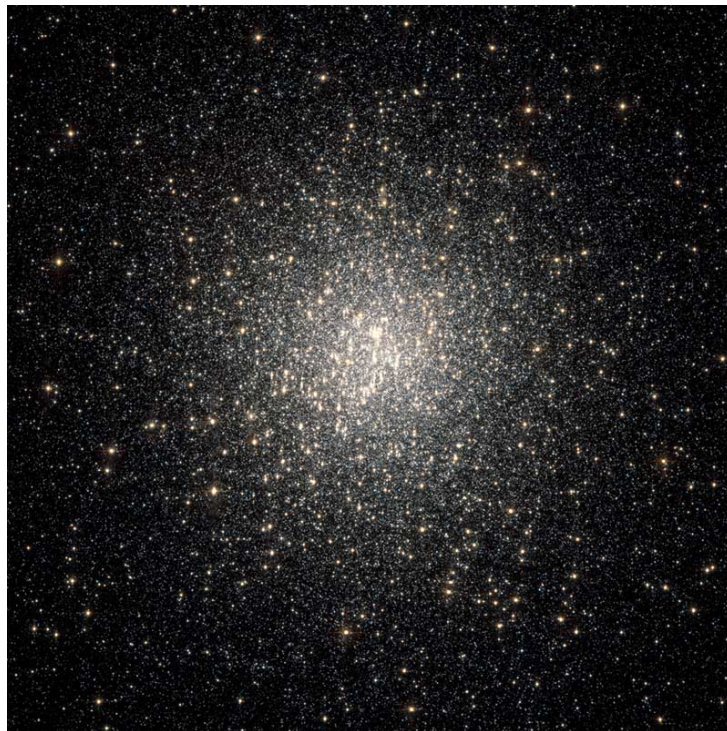


Figura 1.1: Imagem do aglomerado globular NGC 2808 no visível. Créditos: NASA, ESA, A. Sarajedini (Universidade da Flórida) e G. Piotto (Universidade de Pádua)

## 1.2 Síntese de população estelar

O fato de não ser possível extrair diretamente do espectro de populações estelares grandes físicas globais, como idade e metalicidade, fomentou a busca por métodos comparativos. Chama-se de síntese de população estelar a combinação de diversos espectros de SSPs, cujas propriedades são conhecidas, para formar o espectro da população de interesse, e como resultado, inferir suas propriedades físicas.

Infelizmente, o espectro integrado de um conjunto de estrelas não pode ser completamente

<sup>4</sup>Neste texto duas notações para metalicidade são utilizadas:  $[Fe/H] = \log(N_{Fe}/N_H) - \log(N_{Fe}/N_H)_{\odot}$  e  $Z$ , sendo que  $\log Z = [Fe/H] - 1,7$ , onde  $N_{Fe}$  é o número de átomos de ferro e  $N_H$  é o número de átomos de hidrogênio.

derivado de princípios fundamentais. A função inicial de massa (IMF), por exemplo, têm sido um conceito eminentemente empírico (Salpeter, 1955; Kroupa, 2002), embora o atual poder computacional esteja possibilitando sua investigação através de simulações dinâmicas (Pillepich; Porciani; Hahn, 2010; Myers et al., 2011). Além disso existem lacunas em nosso conhecimento de evolução estelar, principalmente com relação a estágios mais avançados como o pós-ramo assintótico das gigantes (post-AGB) e as da fase de pulsos térmicos do ramo assintótico das gigantes (TP-AGB).

Existem basicamente dois métodos em uso para a síntese espectral de populações estelares. O primeiro consiste em obter o espectro integrado de aglomerados de estrelas, com idade e metalicidade conhecidas, construindo uma biblioteca de SSPs empíricas. Este foi o método empregado em Bica e Alloin (1986), onde 63 aglomerados foram observados, com idades entre  $10^6$  e  $1,65 \times 10^{10}$  anos (conforme conhecimento corrente à época), e metalicidades entre  $-2,1 < [Z/Z_{\odot}] < 0,1$ . A principal vantagem deste método é ser livre de limitações da teoria de evolução estelar, bem como de suposições sobre a IMF. Por outro lado, populações muito diferentes dos aglomerados próximos não podem ser sintetizadas.

O segundo método, conhecido como síntese evolutiva de população (EPS), trata de modelar teoricamente o conteúdo estelar dos aglomerados para cada idade e metalicidade, e combinar espectros de estrelas individuais para produzir o espectro integrado. Trabalhos pioneiros neste campo foram Tinsley (1972), Tinsley e Gunn (1976). As duas principais classes de modelos se distinguem em relação à maneira como obtém a evolução: aqueles que utilizam uma grade de isócronas e integram os observáveis em função da massa em cada estágio evolutivo (Bruzual A., 1983; Charlot; Bruzual, 1991; Silva et al., 1998; Kotulla et al., 2009); e aqueles que utilizam o teorema do consumo de combustível e usam este último como variável de integração (Buzzoni, 1989; Maraston, 1998, 2005).

Em ambos os casos, os modelos precisam recorrer a bibliotecas espectrais de estrelas para produzir o espectro da SSP. Bibliotecas que concentram-se na região óptica ganharam importantes contribuições na última década, por exemplo: ELODIE (Prugniel; Soubiran, 2001), STELIB (Le Borgne et al., 2003) e MILES (Sánchez-Blázquez et al., 2006). No NIR as bibliotecas (Lançon; Rocca-Volmerange, 1992; Wallace; Hinkle, 1997; Ivanov et al., 2004) são em menor número e em geral possuem resolução espectral mais baixa. Uma valiosa adição a este grupo é a IRTF Spectral Library (Rayner; Cushing; Vacca, 2009), que já conta com pouco mais de 200 estrelas com resolução  $R \equiv \lambda/\Delta\lambda \sim 2000$ , porém os tipos espectrais de O a A e as WR ainda se encontram ausentes. Como alternativa às já mencionadas bibliotecas de espectros empíricos, existem aquelas compostas por espectros teóricos, como a BaSeL (Lejeune; Cuisinier;



Buser, 1998). A vantagem deste último grupo está na possibilidade da construção de uma grade arbitrariamente espaçada dos parâmetros temperatura, gravidade superficial e metalicidade.

Modelos de EPS têm sido pouco explorados no NIR, principalmente por causa da baixa resolução das bibliotecas espectrais e o pouco conhecimento sobre estágios da evolução estelar que dominam a emissão neste segmento, as post-AGB, TP-AGB e estrelas de tipo C (carbonadas). Porém esta região espectral apresenta características dignas de serem exploradas, como a menor susceptibilidade a extinção interestelar, a presença de feições espectrais fortemente relacionadas à metalicidade (Frogel et al., 2001), bandas moleculares características de estrelas com idade intermediária (Maraston, 2005; Riffel et al., 2007).

### 1.2.1 Modelos EPS

GALAXEV de Bruzual e Charlot (2003, daqui em diante BC03), talvez a mais popular biblioteca de EPS, faz uso de isócronas para determinar a evolução das SSPs. Os espectros, com cobertura espectral de  $91\text{\AA}$  -  $160\mu\text{m}$  ( $n = 6900$ ), são construídos a partir de uma combinação das bases STELIB, BaSeL e Pickles (Pickles, 1998), com resoluções que variam de 2000 no intervalo  $3200\text{\AA}$  e  $9500\text{\AA}$ , passando por 500 entre  $1205\text{\AA}$  e  $2500\text{\AA}$  e finalmente 300 no restante. É possível escolher entre duas funções de massa inicial, Chabrier (Chabrier, 2003) e Salpeter (Salpeter, 1955), e os modelos de evolução Padova 1994 (Alongi et al., 1993; Bressan et al., 1993; Fagotto et al., 1994a, 1994b; Girardi et al., 1996, daqui em diante Pa94), Padova 2000 (Girardi et al., 2000, Pa00) e Geneva (Schaller et al., 1992).

Os modelos de EPS de Maraston (2005, daqui em diante M05) baseiam-se em um conceito diferente dos demais no que tange à variável de integração. Enquanto a maioria dos modelos disponíveis integra a participação de cada tipo espectral ao longo de intervalos de massa, M05 usa o teorema do consumo de combustível para as fases além da sequência principal. Neste cenário, a contribuição de cada estrela para a SSP depende de quanta massa de H ou He é convertida em luminosidade durante cada fase evolutiva. Os modelos têm resolução de 5 -  $10\text{\AA}$  no óptico e 20 - 100 no infravermelho, estendendo-se de  $91\text{\AA}$  a  $160\mu\text{m}$  com 1221 pontos. SSPs são fornecidas para 67 idades entre 30 Manos e 15 Ganos, com metalicidades  $0,05 \leq Z/Z_{\odot} \leq 3,5$ , utilizando IMF de Salpeter e isócronas Cassisi (Cassisi; Castellani; Castellani, 1997; Cassisi et al., 2000) e Geneva.

A base GALEV de Kotulla et al. (2009), foca-se na evolução química das galáxias, tratando inclusive do enriquecimento do meio interestelar (ISM). Isto tem grande influência sobre as SSPs mais jovens, que inclusive apresentam linhas e contínuo de emissão devido a nuvens de gás. As distribuições espectrais de energia são construídas a partir da biblioteca BaSeL.

Modelos são fornecidos para metalicidades entre 0,02 e 2,5  $Z/Z_{\odot}$  ( $n = 5$ ), idades começando em 4 Manos e indo até 16 Ganos, igualmente espaçadas por 4 Manos ( $n = 4000$ ). Isócronas podem ser escolhidas entre Padova 99 (Schulz et al., 2002, Pa99) e Geneva, e as funções iniciais de massa entre Chabrier, Salpeter e Kroupa (Kroupa, 2002).

Destacando-se por seu tratamento do espalhamento de radiação por poeira, a base GRASIL (Silva et al., 1998) é supostamente a mais apropriada para o estudo de galáxias com densos ISMs. O código incorpora a geometria das regiões de formação estelar para produzir a emissão no infravermelho, que resulta do espalhamento de fótons da região óptica e ultravioleta. Estão disponíveis SSPs para cinco metalicidades ( $0,005 \leq Z/Z_{\odot} \leq 5$ ) e 55 idades ( $10^5 \leq t \leq 2 \times 10^{10}$  anos). As IMFs disponíveis são Salpeter, Kennicutt (Kennicutt JR., 1998), Miller & Scalo (Miller; Scalo, 1979), e Scalo (Scalo, 1986), e a cobertura espectral é de 91Å - 1,2 mm.

### 1.3 Objetivos

Uma boa compreensão das populações estelares é extremamente importante para conhecermos a estrutura das galáxias. O histórico de formação e evolução estelar e a ligação entre os núcleos ativos (AGN) e os *starbursts* são apenas alguns exemplos de linhas de pesquisa que muito têm a se beneficiar de confiáveis bibliotecas de população estelar.

Observações no NIR destacam-se por serem capazes de acessar áreas de alta extinção óptica, tais como regiões envoltas em poeira. Além disso, fases evolutivas que emitem principalmente no NIR são instrumentais para a determinação de idades, tais como as super-gigantes (Oliva et al., 1995) e as TP-AGB (Riffel et al., 2007).

O conjunto de observações utilizado neste trabalho fazia parte de um programa que visava construir uma biblioteca de espectros espacialmente integrados de aglomerados estelares no NIR, à semelhança de Bica e Alloin (1986). A pouca experiência com o instrumento escolhido (ver capítulo 2) prejudicou a estratégia de observação nos primeiros turnos. Porém as limitações do espectrógrafo foram a principal causa do descarte de boa parte dos dados, mais especificamente daqueles relacionados aos aglomerados abertos. Estas perdas tiveram um grande impacto sobre o objetivo inicial, e provocaram uma alteração de curso. Não tendo espectros que cobrissem um amplo leque de idades e metalicidades, resolvemos nos concentrar nas populações velhas, e testar os modelos de EPS existentes para os aglomerados globulares.

A ideia de usar aglomerados globulares para aferir SSPs teóricas já é bem difundida (Renzini; Fusi Pecci, 1988; Cid Fernandes; González Delgado, 2010), porém nunca havia sido executada no NIR. Estes aglomerados são mais adequados a este tipo de comparação, devido a

alta densidade de estrelas no plano do céu, o que diminui a influência de fontes de campo no espectro. É difícil superestimar a necessidade de testar rigorosamente os modelos de EPS. A confiança nos modelos e métodos de síntese se propaga para a imagem em grande escala do Universo, assegurando-nos da física que governa a matéria luminosa das galáxias. Grandes levantamentos, semelhantes ao Sloan Digital Sky Survey, tornam-se muito mais férteis com a disponibilidade destas ferramentas, que permitem a extração de cada vez mais informação de cada espectro.

Adicionalmente, não havia na literatura espectros integrados de aglomerados Galácticos no NIR. Estudos similares nesta faixa espectral, em geral, utilizam aglomerados globulares das Nuvens de Magalhães, ou espectros de estrelas selecionadas quando na Galáxia. Uma série de trabalhos (Origlia; Rich; Castro, 2002; Barbuy et al., 2009; Cohen; Melendez, 2005, por exemplo) obteve espectros de alta resolução para um conjunto representativo de estrelas gigantes de aglomerados globulares do bojo, produzindo entre outros resultados, estimativas de abundâncias químicas baseadas em linhas moleculares. Este tópico é tratado em profundidade por Frogel et al. (2001), que desenvolve um método para estimar metalicidades com base nas linhas de Na I e Ca I e nas bandas de CO, em 2,21, 2,26 e 2,29  $\mu\text{m}$  respectivamente. Utilizando espectros na banda K de seis aglomerados das Nuvens de Magalhães, Lyubenova et al. (2010) testa as previsões dos modelos M05, e sugere que o índice Na I pode levantar a degenerescência idade e metalicidade que assombra o óptico.

Em suma, nos dedicamos a aferir as previsões sobre o espectro no NIR de alguns dos mais populares modelos de EPS. Para atingir este objetivo empregamos observações originais de 12 aglomerados globulares Galácticos e espectros ópticos obtidos na literatura. A redução destes dados teve como fruto um código específico para a redução de dados de espectroscopia de dispersão cruzada, agora disponível para a comunidade. Este trabalho está estruturado da seguinte forma: no capítulo 2 tratamos das estratégias de observação, com especial atenção à simulação de um espectro integrado; a redução dos dados, bem como o código computacional desenvolvido para realizar a tarefa, são discutidos no capítulo 3; resultados são apresentados no capítulo 4 e o capítulo 5 discute as conclusões.

## 2 Observações

As observações utilizadas neste trabalho faziam parte de um longo projeto para investigar as propriedades de aglomerados estelares no NIR, cuja amostra original era constituída por 27 aglomerados pertencentes à base de Bica e Alloin (1986), cobrindo uma vasta gama de metalicidades e idades. Conforme os espectros de aglomerados globulares foram sendo disponibilizados, o foco do projeto foi um tanto alterado, com um novo objetivo norteando subsequentes observações. Dos 23 objetos observados, apenas 12, que apresentaram sinal/ruído (S/N) > 25, foram utilizados neste trabalho, e estão elencados na tabela 2.1. Algumas propriedades relevantes dos aglomerados são apresentadas na tabela 2.2.

Tabela 2.1: Registro das observações

Aglomerado (NGC)	Tempo de Exp. (s)	S/N	Data	Aglomerado (NGC)	Tempo de Exp. (s)	S/N	Data
104	144	55	10/01/2006	6517	3120	65	06/10/2009
362	170	45	10/01/2006	6528	1680	52	06/09/2009
1851	360	54	10/24/2006	6541	1920	43	06/10/2009
2808	255	35	12/17/2006	6553	600	63	06/09/2009
6388	480	30	06/09/2009	6864	72	30	10/24/2006
6440	840	27	06/09/2009	7078	340	46	10/24/2006

Todas as observações foram feitas com o Southern Astrophysical Research (SOAR) Telescope. Este telescópio possui 4.1m de abertura, razão focal de f/16 e óptica do tipo Richey-Chrétien, sendo sustentado por uma montagem altazimutal. Localiza-se no Cerro Páchon, Chile, aos 30° 14' Sul e 70° 44' Oeste e a 2700 m de altitude. Este telescópio é financiado por um consórcio entre o Brasil, representado pelo CNPq, e os Estados Unidos da América, representado por University of North Carolina, Michigan State University e o National Optical Astronomy Observatories.

Os espectros foram obtidos com o OSIRIS (Ohio State Infrared Imager/Spectrometer) em modo de dispersão cruzada, capaz de projetar simultaneamente sobre o detector o intervalo espectral compreendido entre os comprimentos de onda 1,2 $\mu$ m e 2,35 $\mu$ m. Isto corresponde aproximadamente às bandas J, H e K<sub>S</sub> do sistema fotométrico utilizado pelo Two Micron All Sky Survey (2MASS) (Skrutskie et al., 2006). As dimensões da fenda são 27'' por 1'' . O OSIRIS

Tabela 2.2: Propriedades dos Aglomerados

Dados	l	b	R <sub>GC</sub>	[Fe/H]	M <sub>v</sub>	t
Unidade	(°)	(°)	(kpc)		(mag)	(Ganos)
NGC	(a)	(a)	(a)	(a)	(b)	(c)
104	305.90	-44.89	6.7	-0.76	-9.42	11.9
362	301.53	-46.25	8.9	-1.16	-8.40	10.22
1851	244.51	-35.04	16.1	-1.22	-8.33	10.6
2808	282.19	-11.25	10.5	-1.15	-9.36	10.7
6388	345.56	-6.74	5.0	-0.60	-9.82	10.6
6440	7.73	+3.80	1.7	-0.34	-8.75	10.0
6517	19.23	+6.76	4.7	-1.37	-8.28	12.5
6528	1.14	-4.17	2.0	-0.04	-6.93	10.0
6541	349.29	-11.18	1.9	-1.83	-8.37	13.3
6553	5.25	-3.02	1.7	-0.21	-7.99	10.0
6864	20.30	-25.75	14.6	-1.16	-8.35	12.4
7078	65.01	-27.31	10.1	-1.62	-9.17	12.9

Referências: (a) Bica et al. (2006); (b) <http://www.physics.mcmaster.ca/Globular.html> (Harris, 1996); (c) Santos Jr. e Piatti (2004). Diâmetros angulares para estes aglomerados podem ser encontrados nas tabelas 2.3 e 2.4.

está montado em um dos focos Nasmyth do telescópio, juntamente com outros instrumentos dedicados ao infravermelho: Spartan IRC, IS IRC e Phoenix.

Observações no NIR sempre exigem que as linhas de emissão da atmosfera sejam de alguma forma removidas. No caso de estrelas ou outras fontes quase pontuais, é possível fazer observações sucessivas, com o alvo ocupando posições diferentes sobre a fenda. Em se tratando de aglomerados galácticos, onde a fonte tem diâmetro angular maior do que a fenda, se faz necessário um conjunto separado de exposições de uma região livre de fontes astronômicas, comumente conhecido como espectros do céu. A rápida variabilidade da atmosfera demanda que as exposições do céu sejam tomadas logo antes ou depois de cada exposição do alvo, e próximas a este. Os procedimentos para remoção das linhas de emissão da atmosfera estão descritos no capítulo 3.

Os espectros são divididos em três ordens identificadas com as letras J, H e K, com cobertura espectral de 1,2 - 1,5, 1,5 - 1,9 e 1,9 - 2,35 $\mu$ m respectivamente. A figura 2.1 mostra um exemplo de espectro do céu com as ordens de difração identificadas. As evidentes linhas de emissão correspondem principalmente a níveis vibracionais do radical OH. Na mesma figura também é possível notar que as linhas do detector estão alinhadas com a direção da fenda, uma característica que será discutida com mais profundidade no capítulo 3.

Um aspecto fundamental de nossa estratégia de observação é a tática para simular o que

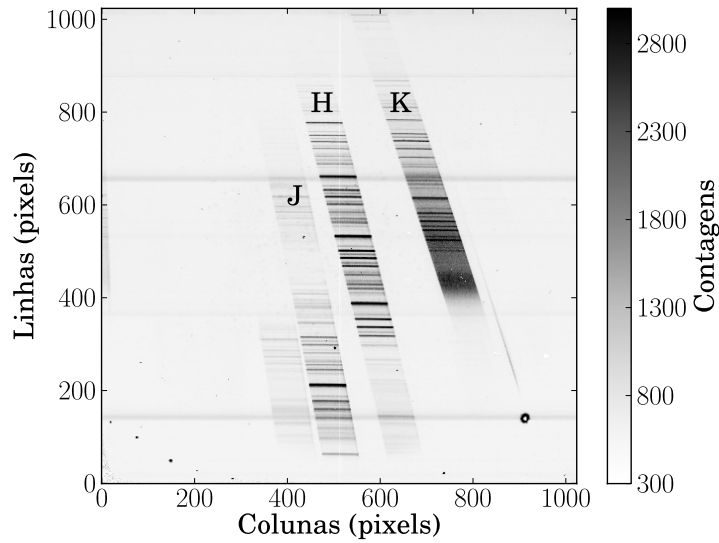


Figura 2.1: Um exemplo de espectro do céu antes de qualquer processamento. As ordens de difração estão identificadas pelas letras J, H e K.

seria a luz integrada de um aglomerado globular galático. As dimensões da fenda, comparadas às dimensões dos objetos, permitem que um número relativamente pequeno de estrelas domine a luz que entrará no espectrógrafo. No NIR este efeito é ainda mais acentuado, por conta das estrelas gigantes. Para fins ilustrativos, a figura 2.2 mostra diagramas cor-magnitude (CMD) para dois aglomerados da amostra, com dados fotométricos de Valenti, Ferraro e Origlia (2007).

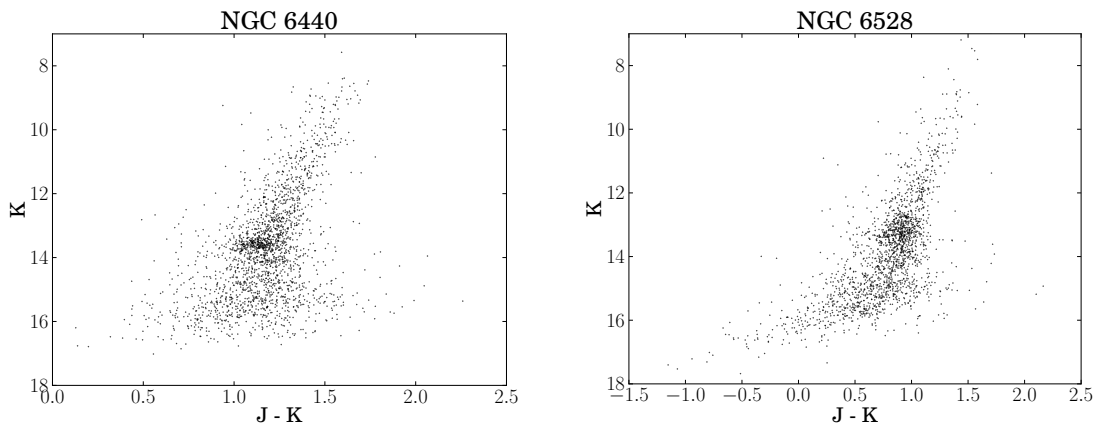


Figura 2.2: CMDs para dois aglomerados da amostra. Os dados fotométricos foram extraídos de Valenti, Ferraro e Origlia (2007)

Alguns autores deduzem propriedades globais dos aglomerados analisando espectros de estrelas gigantes individuais (Frogel et al., 2001; Origlia; Rich; Castro, 2002; Origlia; Valenti; Rich, 2005, 2008), sob a suposição de que características comuns ao grupo selecionado sejam compartilhadas com o restante da população. Aqui tentamos duas técnicas diferentes, especificamente: desfocar o telescópio ou observar com acompanhamento não sideral; ambas abordagens com o objetivo de estudar um grupo mais abrangente de estrelas, do que o normalmente

compreendido pela fenda.

Para entendermos o quão representativa é a amostra de estrelas capturada em uma exposição, algumas considerações precisam ser feitas. Vamos assumir que os aglomerados globulares obedecem a um perfil de densidade superficial dado por

$$f(r) = k \left\{ \frac{1}{\sqrt{\left(\frac{r}{r_c}\right)^2 + 1}} - \frac{1}{\sqrt{\left(\frac{r_t}{r_c}\right)^2 + 1}} \right\}^2 \quad (2.1)$$

(King, 1962), onde  $r$  é a distância do centro projetada no plano celeste,  $r_c$  é uma distância característica, na qual a densidade superficial vale a metade de seu valor máximo,  $k$  é uma constante a ser estimada empiricamente e  $r_t$  é conhecido como raio de maré. O segundo termo da expressão, garante que a densidade caia a zero quando  $r = r_t$ . O número de estrelas contidas em um círculo de raio  $r$ , pode então ser escrito como

$$n(r) = \int_0^{2\pi} \int_0^r f(r) r dr d\theta \quad (2.2)$$

$$= \pi r_c^2 k \left\{ \ln(x+1) - 4 \frac{(x+1)^{\frac{1}{2}} - 1}{(x_t+1)^{\frac{1}{2}}} + \frac{x}{x_t+1} \right\}, \quad (2.3)$$

com a seguinte substituição de variáveis:

$$x = (r/r_c)^2, \quad x_t = (r_t/r_c)^2.$$

Podemos também integrar 2.1 para obter o número de estrelas projetadas sobre a fenda  $n_f$ , utilizando as dimensões desta última como limites de integração. O resultado analítico desta integral é pouco conciso e será omitido. Em contrapartida apresento na figura 2.3 um gráfico que dá  $n_f$  em termos do número total de estrelas  $n(r_t)$ , em um aglomerado hipotético caracterizado por  $r_t = 30r_c$ .

A análise das imagens de aquisição, revela que desfocagens típicas aumentam a largura a meia altura (FWHM) de uma estrela, de 4 pixels para 15 pixels. Com a razão focal de 2,8 utilizada na dispersão cruzada, isto significa passar de  $1''$  para quase  $4''$ , virtualmente aumentando a área coletora da fenda para  $\sim 110''^2$ . Adicionalmente, as observações foram realizadas sob alto *seeing*. A tabela 2.3 contém parâmetros estruturais dos alvos observados com o telescópio desfocado, e a correspondente fração de estrelas projetadas sobre a fenda, calculada com base

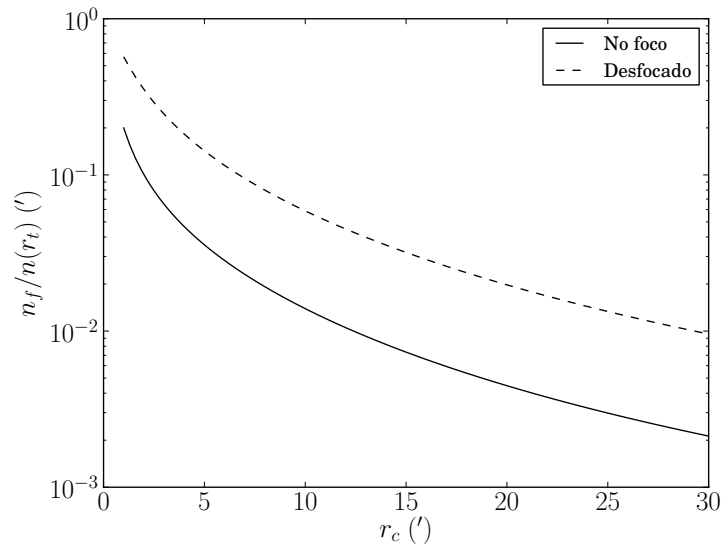


Figura 2.3: Fração de estrelas projetadas sobre a fenda para o caso de um aglomerado hipotético com  $r_t/r_c = 30$

em um modelo de King. Os valores de  $r_c$  e  $r_t$ , para esta e para a tabela 2.4, foram extraídos de Harris (1996).

É visível a relação entre a fração amostrada e  $r_t$ , chegando ao caso extremo de NGC 104 com menos de 1% de estrelas observadas. Um efeito mais sutil deve-se ao parâmetro de concentração  $c = \log(r_t/r_c)$ , que torna-se claro ao compararmos NGC 1851 com NGC 6864. Vale lembrar que a aparentemente pequena fração de estrelas observadas, em números absolutos, é muito maior do que a de estudos envolvendo espectros individuais.

Tabela 2.3: Fração de estrelas com o telescópio desfocado

Identificação	$r_c$ (')	$r_t$ (')	$n_f/n(r_t)$ (%)
NGC 104	0.4	42.86	0.93
NGC 362	0.19	16.11	3.4
NGC 1851	0.06	11.7	11.69
NGC 2808	0.26	15.55	2.33
NGC 6864	0.1	7.28	8.51
NGC 7078	0.07	21.5	8.88

A segunda técnica consiste em impor ao telescópio um acompanhamento não sideral, com o objetivo de que a fenda percorra o alvo durante a exposição. Esta abordagem é similar àquela utilizada por Bica e Alloin (1986). A tabela 2.4 mostra a fração de estrelas amostrada desta forma. Apesar da sensível diferença na fração de estrelas observadas, a qualidade destes últimos espectros não se distancia dos primeiros, como ficará claro no capítulo 4.

Estrelas padrão de tipo espectral A0V foram observadas, com o duplo objetivo de remo-



Tabela 2.4: Fração de estrelas com o telescópio em acompanhamento não sideral

Identificação	$r_c$ (')	$r_t$ (')	$n_f/n(r_t)$ (%)
NGC 6388	0.12	6.21	49.84
NGC 6440	0.13	6.31	47.67
NGC 6517	0.06	4.1	61.34
NGC 6528	0.09	16.57	36.71
NGC 6541	0.3	29.6	18.44
NGC 6553	0.55	8.16	19.03

ver bandas telúricas em absorção e calibrar os espectros em fluxo. Como mencionado acima, a estratégia de observação para fontes pontuais é um pouco diferente, dispensando exposições exclusivamente dedicadas a remover emissão atmosférica. A figura 2.4 mostra um exemplo, onde as exposições da estrela em uma posição, foram subtraídas das exposições em outra posição.

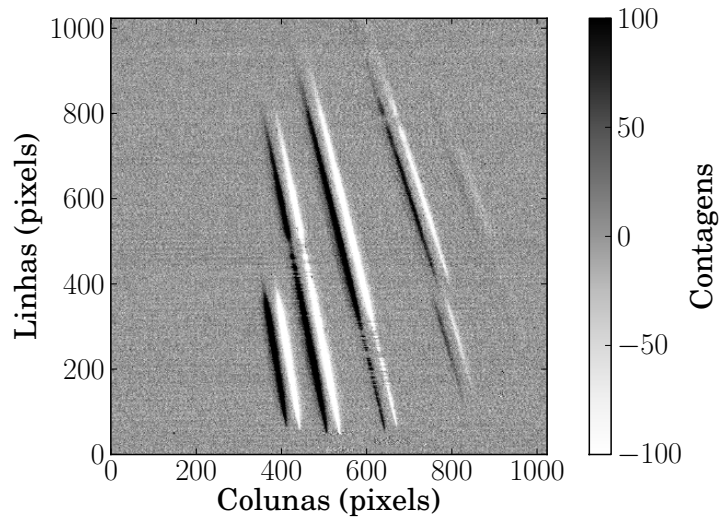


Figura 2.4: Exemplo de exposições de uma estrela padrão, depois de subtraídas as exposições de diferentes posições.

## 3 *Redução dos dados*

A espectroscopia de dispersão cruzada possibilita obter informações sobre amplas regiões espectrais em um única exposição, projetando diversas ordens de difração sobre o detector simultaneamente. Consequentemente, o processo de redução para este tipo de dados é mais complicado, uma vez que as diferentes ordens precisam ser extraídas e calibradas individualmente. Esta dificuldade levou vários autores a desenvolverem métodos e rotinas computacionais para a redução de espectros *echelle* e de dispersão cruzada (Moreno; Llorente de Andres; Jimenez, 1982; Rossi et al., 1985; Piskunov; Valenti, 2002; Bochanski et al., 2009).

Neste trabalho estamos apenas interessados no NIR, cuja redução apresenta complicadores particulares, principalmente relacionados à presença de linhas telúricas, tanto em absorção como em emissão, e a emissão de corpo negro do próprio telescópio. Uma rica literatura se desenvolveu em torno do assunto (Maiolino; Rieke; Rieke, 1996; Vacca; Cushing; Rayner, 2003; Cushing; Vacca; Rayner, 2004).

Até a conclusão deste trabalho, não existiam pacotes de redução específicos para o modo de dispersão cruzada do OSIRIS. Este autor e colaboradores produziram o código XDSPRES (Ruschel-Dutra et al., 2011), inicialmente para uso próprio, e mais tarde com o objetivo de disponibilizá-lo à comunidade. O programa automatiza e sequencia um conjunto de tarefas do Image Reduction and Analysis Facility (Tody, 1986, 1993), bem como executa algumas operações específicas da redução de dados da região do NIR. Este capítulo dedica-se a clarificar as principais etapas do processo de redução, ou seja, os passos que levam da observação crua a um conjunto de informações intrínsecas do objeto observado.

### 3.1 Correção por *flat-field* e extração

As exposições dedicadas a identificar diferenças de sensibilidade pixel-a-pixel do detector, bem como padrões recorrentes de iluminação são conhecidas como *flat-fields* (campos planos em uma tradução livre) ou simplesmente *flats*. Em configurações instrumentais mais comuns,

estas imagens são feitas a partir da iluminação homogênea do detector, daí o nome. No caso de observações em dispersão cruzada, o *flat-field* é tomado com o elemento dispersor já posicionado, resultando em um espectro da lâmpada de *flat*.

Especificamente para comprimentos de onda a partir do NIR, os *flats* também servem para identificar a emissão térmica do próprio telescópio. Para eliminar esta componente toma-se um conjunto de exposições com a lâmpada de flat-field desligada (*flat-off*), que será subtraído daquelas com a lâmpada ligada (*flat-on*). A figura 3.1 apresenta um exemplo dos dois tipos de flat-field. A emissão do telescópio é vista principalmente na banda K.

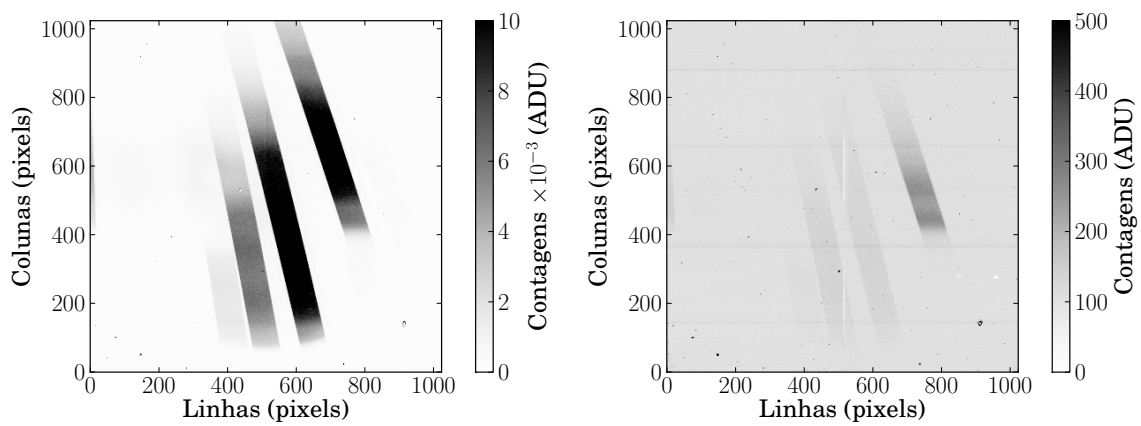


Figura 3.1: Dois exemplos de flat-field, um com a lâmpada ligada (à esquerda) e outro com a lâmpada desligada (à direita).

A tarefa *xdflat* automatiza a preparação de um *flat-field* normalizado, que será utilizado para corrigir as exposições científicas. O código começa aplicando uma correção de linearidade, de acordo com

$$\begin{aligned} \frac{ADU'}{ADU} = & 1.00108 - 1.015777 \times 10^{-6} ADU \\ & + 1.548099 \times 10^{-10} ADU^2 \\ & - 1.945376 \times 10^{-15} ADU^3, \end{aligned} \quad (3.1)$$

onde ADU significa unidades instrumentais (*analog to digital unit*). Em seguida as exposições são combinadas para obter-se uma imagem média de cada grupo (*flat-on* e *flat-off*). Escolhemos omitir uma imagem que mostre o resultado da subtração pois esta é visualmente quase idêntica ao *flat-on*. A única diferença notável seria a supressão de uns poucos pixels quentes.

Para remover o espectro da lâmpada de *flat*, a supracitada tarefa começa por extrair as di-

ferentes ordens. Chama-se de extração o processo que visa obter informação espectral de uma projeção bidimensional da dispersão da radiação. A informação capturada pelo detector pode ser interpretada como um conjunto de imagens monocromáticas da fenda, ocupando posições diferentes de acordo com o comprimento de onda. No OSIRIS, como em muitos outros espectrógrafos, o eixo de dispersão é paralelo às colunas do detector. Em outras palavras, dentro de cada ordem, uma linha corresponde a um dado intervalo de comprimentos de onda.

As aberturas são identificadas pelo algoritmo *apfind*, que procura três máximos locais nas linhas centrais do detector. Restringe-se a procura a picos separados por no mínimo 30 pixels e que possuem largura próxima a 80 pixels. Depois de localizadas, o tamanho das aberturas é redefinido para o ponto com intensidade igual à quinta parte do pico.

Apesar da dispersão ser paralela às colunas, as aberturas não o são, de modo que se faz necessário mapear sua evolução ao longo do *chip*. O algoritmo *aptrace* move-se em passos regulares de 5 pixels ao longo do eixo de dispersão, identificando alterações na posição do pico de intensidade de cada abertura, levando a uma descrição bidimensional das ordens. Pontos encontrados desta maneira servem como entrada para o ajuste de uma função traçante. Erros na determinação dos limites das aberturas são normalmente inferiores a 3 pixels.

Um polinômio de Legendre de ordem 30 é ajustado ao espectro recém extraído, que é então normalizado. A alta ordem do polinômio justifica-se pela complexidade do espectro, resultado da lâmpada e das diferenças de sensibilidade do detector, apresentado na figura 3.2. Oscilações artificiais próximas aos limites do detector são ignoradas depois da extração dos espectros científicos. O desvio quadrático médio (RMS) do ajuste é tipicamente menor do que 5000 ADU. A imagem final de *flat-field* tem as contagens de todos os pixels igual a 1, a não ser aqueles que estão em regiões ocupadas pelo espectro, que são substituídos pela razão entre o valor original e a polinômio ajustado.

## 3.2 Subtração do céu e calibração em comprimento de onda

Os gases que compõem a atmosfera terrestre apresentam diversas linhas de emissão e absorção na região do NIR. Assim, a correta subtração dos efeitos do céu é passo crucial para uma boa redução dos dados. A tarefa *doosiris* foi desenvolvida para a redução do espectro de fontes extensas, e portanto assume que cada exposição científica é precedida ou sucedida por uma exposição de uma área relativamente escura do céu, e não muito distante do alvo astronômico (ver figura 3.3). Desta forma obtém-se uma amostra da emissão atmosférica, em uma linha de visada e um momento representativos da atmosfera que se interpõe entre o objeto científico e o

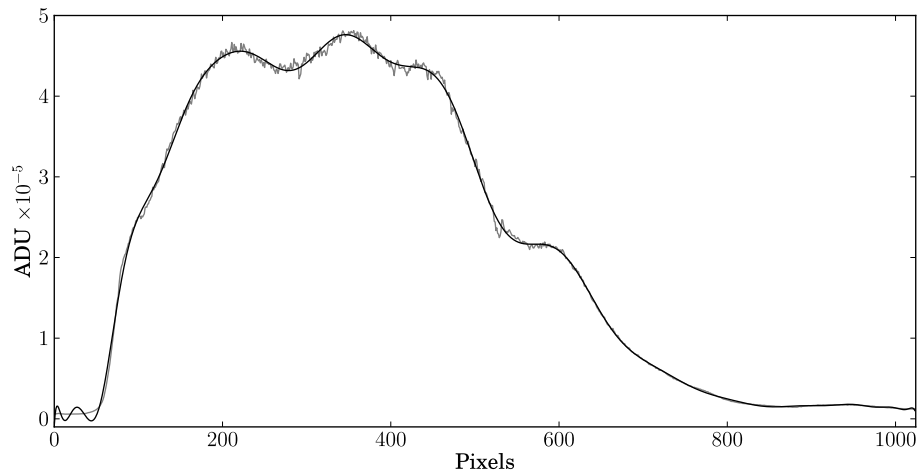


Figura 3.2: Espectro médio do *flat-field* na banda J (cinza), e função ajustada (preto), o RMS para este ajuste é  $\sim 4600$ . Oscilações próximas às bordas são ignoradas após a extração do espectro científico.

instrumento. A figura 3.4 mostra a diferença entre um espectro de um aglomerado globular, e um espectro do céu. No caso de fontes pontuais, como estrelas, é possível realizar a subtração do céu com exposições em que o alvo ocupa diferentes posições na fenda, como ficará claro abaixo. É importante ressaltar que a subtração por uma exposição do céu também acarreta a remoção da emissão térmica do telescópio e do *bias*.

Frequentemente, a amostragem do céu segue padrões que exigem a utilização de cada exposição do céu em mais de uma subtração, por exemplo: O-C-O e O-C-O-O-C<sup>1</sup>. A consequência prática é que cada subtração precisa ser realizada individualmente, não sendo possível subtrair uma soma de exposições do céu de uma equivalente soma de exposições do objeto.

Os espectros de ciência foram extraídos seguindo o mesmo procedimento exposto na seção 3.1. Após a extração, os espectros encontram-se em função de uma coordenada do detector, o número do pixel na direção do eixo de dispersão. Obtém-se a coordenada fisicamente relevante, o comprimento de onda, identificando-se linhas de emissão em um espectro de comparação.

A calibração em comprimento de onda baseia-se em fortes linhas do radical OH (Oliva; Origlia, 1992), identificadas no espectro do céu (ver figura 3.6). O detector apresenta um perfil vertical de iluminação, possivelmente relacionado a um vazamento de luz. Como este artefato pode confundir-se com as linhas de emissão da atmosfera, uma *spline* de alta ordem foi utilizada para ajustar o perfil identificado entre as colunas 980 e 1024 do detector (ver figura 3.5).

A identificação das linhas e o ajuste da função de dispersão foram feitos interativamente. Para  $\sim 20$  pontos identificados, os resíduos típicos não passam de 2 pixels, o que traduz-se em

<sup>1</sup>Onde O significa objeto e C significa céu.

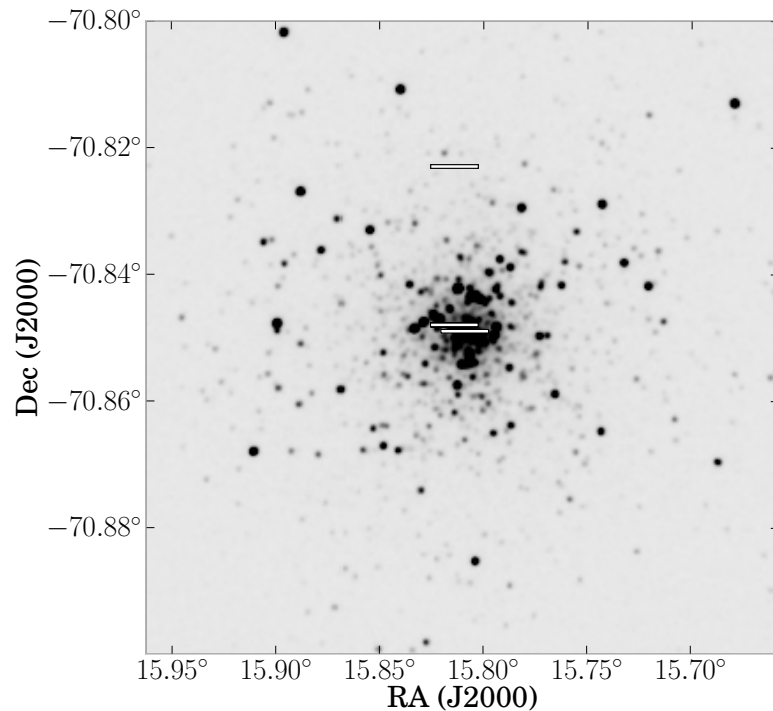


Figura 3.3: Imagem na banda J do aglomerado NGC 362. Os retângulos simbolizam a posição da fenda durante as exposições. Fonte: 2MASS

praticamente  $\pm 50 \text{ km s}^{-1}$ .

### 3.3 Remoção das bandas telúricas e calibração em fluxo

A subtração de exposições do céu, obviamente só pode ter efeito sobre as linhas de emissão. Grandes bandas moleculares da água, principalmente em  $1.3 \mu\text{m} - 1.5 \mu\text{m}$  e  $1.8 \mu\text{m} - 2.0 \mu\text{m}$  precisam ser removidas do espectro final. Para este fim utilizamos o método descrito por Vacca, Cushing e Rayner (2003), com uma implementação independente.

Observou-se uma estrela padrão, de tipo espectral A0V, logo antes ou logo depois de cada aglomerado, obtendo uma amostra compatível com a linha de visada do aglomerado. O espectro destas estrelas é praticamente livre de linhas metálicas, bastando remover as linhas do Hidrogênio para que seja possível aplicá-lo ao espectro do alvo. Aqui empregou-se um modelo da atmosfera de Vega calculado por R. Kurucz<sup>2</sup>, normalizado ao seu contínuo, de forma que só restem as linhas de absorção. A resolução do modelo foi equiparada à instrumental convoluindo-o com uma Gaussiana, de largura a meia altura (FWHM) igual àquela medida sobre o espectro de uma lâmpada de calibração<sup>3</sup>. Na figura 3.7 mostramos o espectro de uma

<sup>2</sup>Disponível em <http://kurucz.harvard.edu/stars.html>

<sup>3</sup>Uma lâmpada de calibração espectroscópica apresenta um espectro de linhas de emissão, a largura destas últimas deve-se principalmente a efeitos instrumentais.

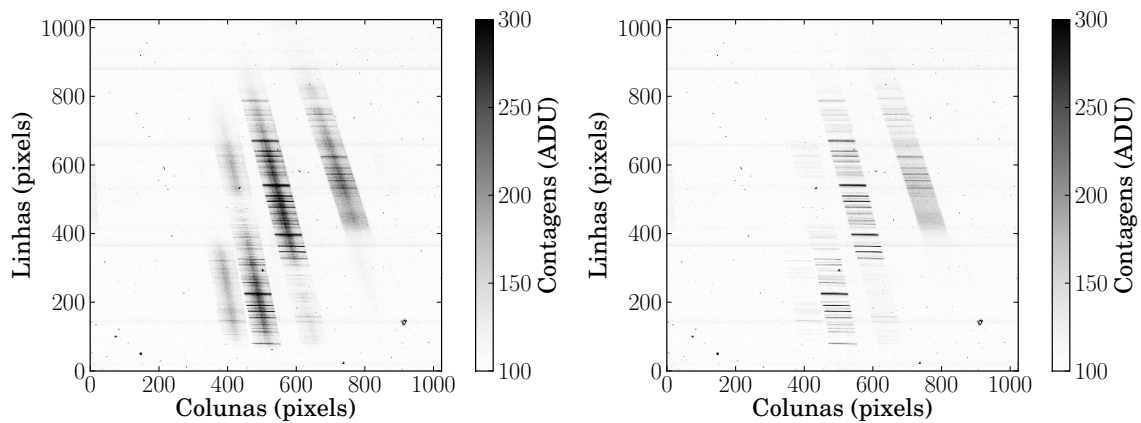


Figura 3.4: À esquerda, uma exposição de um aglomerado, e à direita, uma exposição com o mesmo tempo de integração de uma região livre de fontes astronômicas.

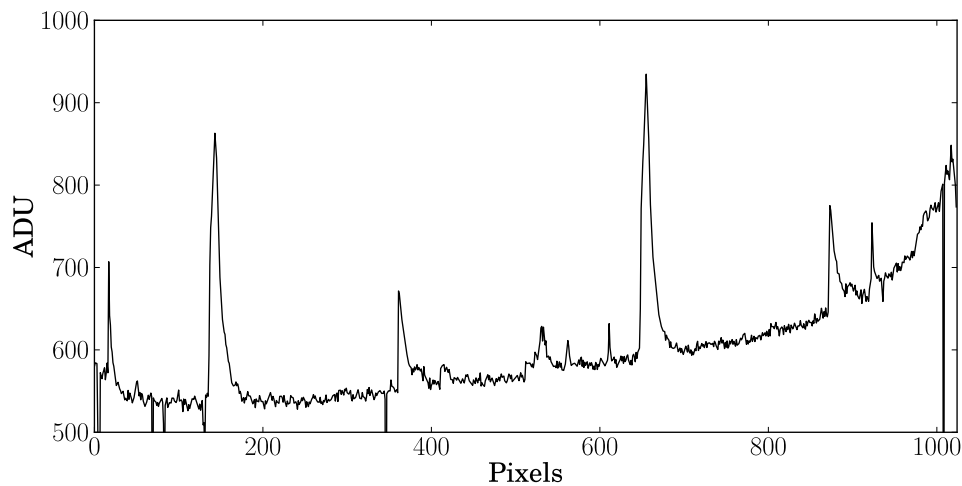


Figura 3.5: Perfil de iluminação identificado próximo a borda do detector, entre os pixels 980 e 1024.

estrela padrão, comparado ao modelo de Vega. Através da rotina *telluric* do pacote NOAO é possível fazer pequenas alterações em fluxo e comprimento de onda para ajustá-lo ao espectro observado.

Para preservar a forma do espectro de ciência é preciso normalizar o espectro corrigido da estrela padrão, por um pseudocontínuo, ajustado a faixas livres de absorção. Resulta um espectro de intensidades relativas que pode ser aplicado quase diretamente ao aglomerado, restaurando a intensidade da maioria das regiões obscurecidas pela atmosfera. Absorções muito profundas dificilmente são eliminadas por completo, devido ao baixo nível do sinal.

O mesmo polinômio que ajustou o pseudocontínuo para a estrela padrão foi utilizado para gerar uma curva de sensibilidade do detector em função do comprimento de onda, para cada uma das aberturas. Para isso o comparamos ao espectro de um corpo negro de 9840 K, restaurando a forma correta do espectro independentemente de conhecermos o fluxo absoluto. Estimamos

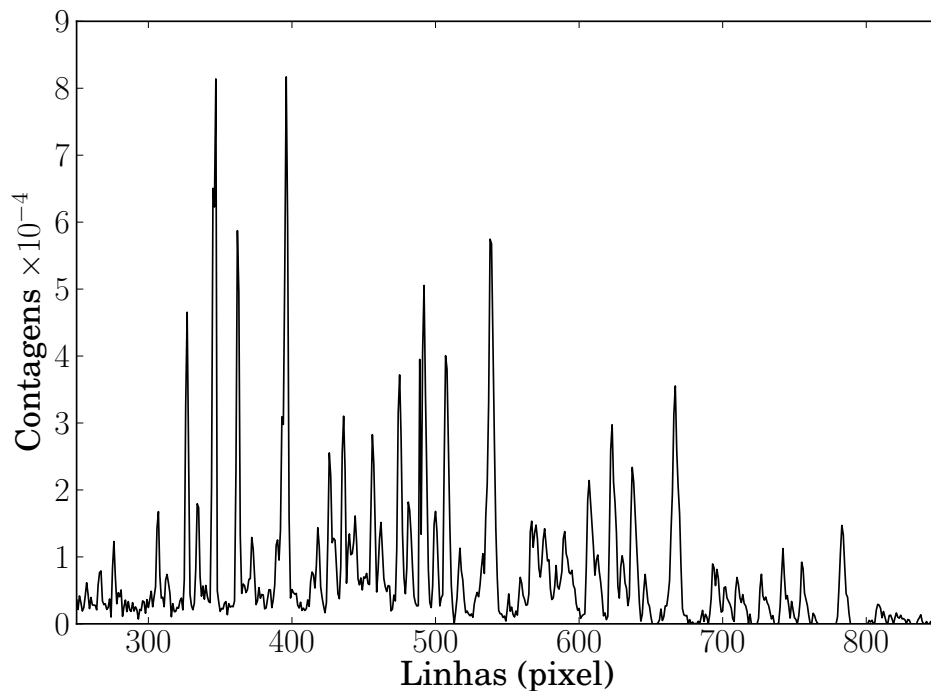


Figura 3.6: Uma amostra do espectro da atmosfera na banda H.

esta última quantidade a partir da magnitude da estrela padrão, obtida do 2MASS Point Source Catalog (PSC). A figura 3.8 apresenta uma progressão que exemplifica estes últimos passos.

Seria de se esperar que uma boa calibração em fluxo levasse a um perfeito alinhamento entre os espectros das diferentes ordens. Embora esta expectativa seja em geral confirmada, observamos que um bom acordo entre as bandas H e K é mais difícil de ser atingido. Fortes absorções telúricas próximas a  $1,9\mu\text{m}$  dificultam a avaliação da função de sensibilidade, causando desvios no espectro final. Um espectro totalmente reduzido é apresentado na figura 3.9

Os espectros dos 12 aglomerados da amostra são apresentados na figura 3.10, onde as regiões omitidas correspondem a faixas de grande absorção telúrica, e/ou regiões limítrofes entre diferentes bandas. É clara a semelhança entre os espectros, que apresentando declividade característica de populações velhas e livre de linhas de emissão, concordam com o presente paradigma para os aglomerados globulares. Mesmo com pouco detalhamento, já é possível identificar as bandas de absorção do CO a partir de  $2,3\mu\text{m}$ , presentes na grande maioria dos espectros.



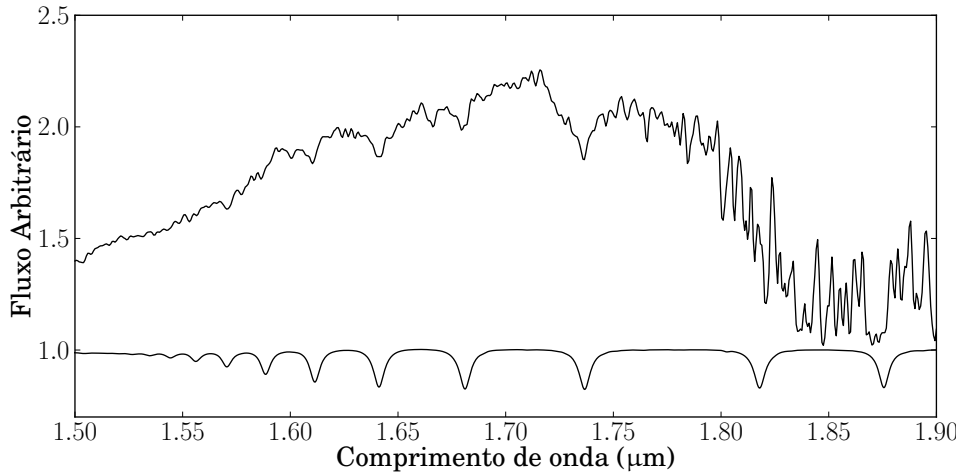


Figura 3.7: Exemplo da remoção das linhas atmosféricas da estrela padrão.

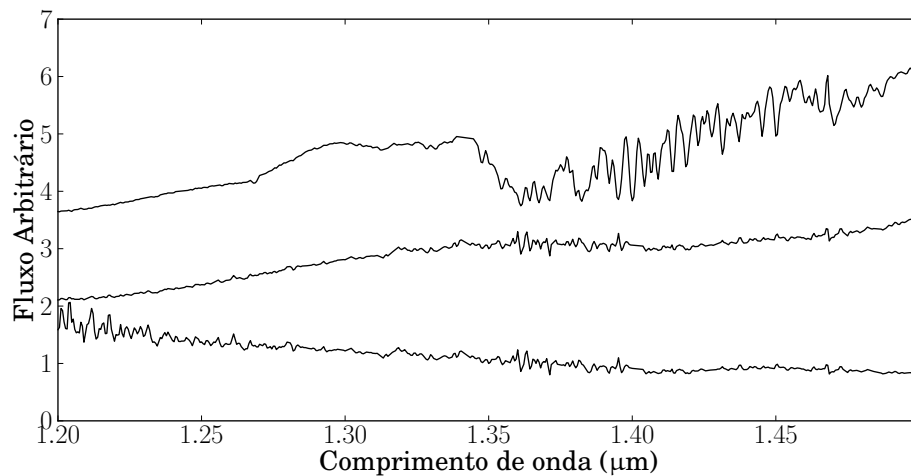


Figura 3.8: Do topo para baixo: a) Um espectro na banda J, logo após a calibração em comprimento de onda. b) O mesmo espectro após a remoção das linhas telúricas. c) O espectro calibrado em fluxo. Áreas dominadas por absorção telúrica não podem ser completamente corrigidas, e mesmo que pudessem, o nível do sinal é muito baixo para inspirar confiança.

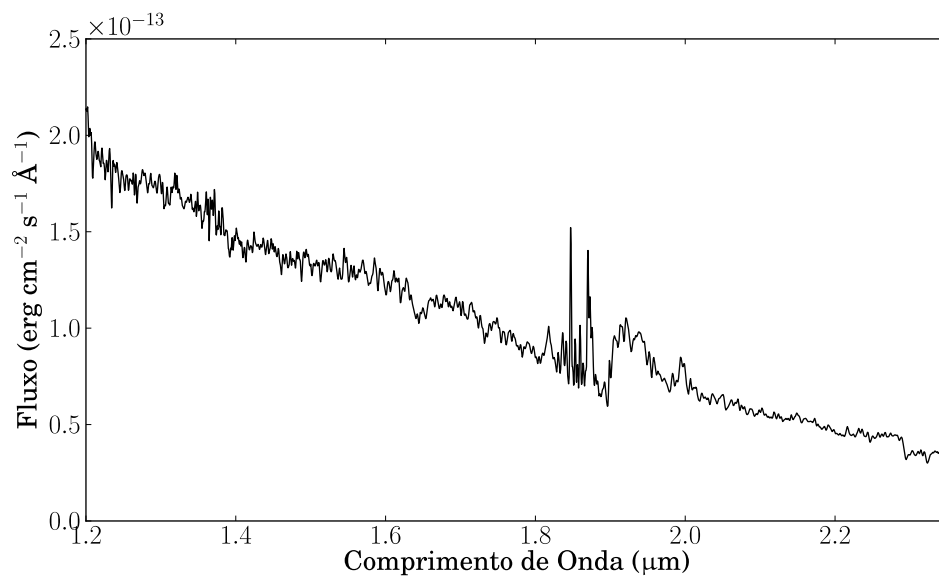


Figura 3.9: Espectro calibrado em fluxo em toda a extensão espectral. As transições entre diferentes ordens são em  $1,5\mu\text{m}$  e  $1,9\mu\text{m}$ . Fortes absorções telúricas que dominam o espectro entre  $1,8$  e  $2,0\mu\text{m}$  dificultam o alinhamento entre as bandas H e K.

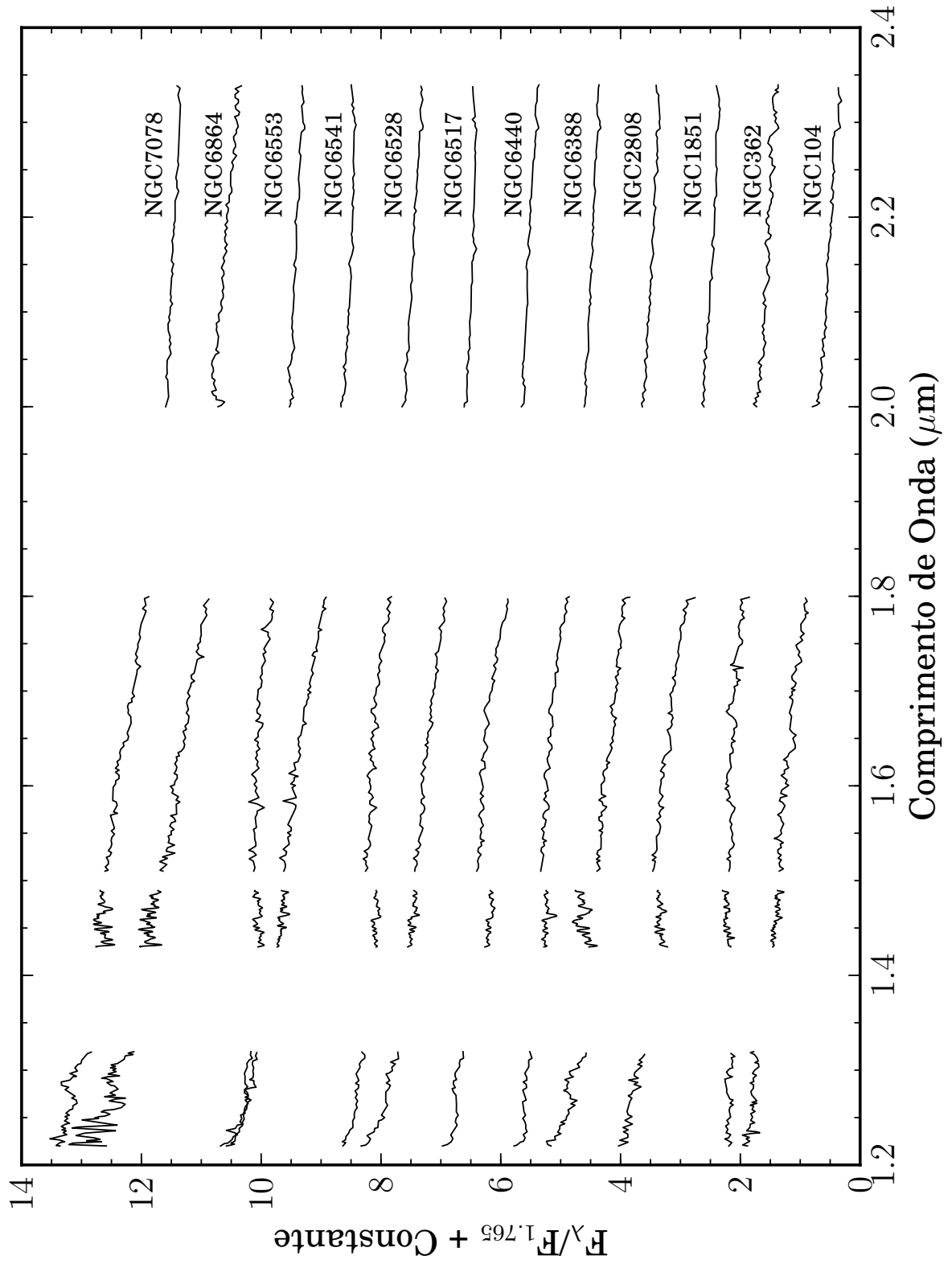


Figura 3.10: Espectros dos 12 aglomerados observados

## 4 *Resultados*

O fruto mais direto deste trabalho é o inédito conjunto de espectros integrados de aglomerados globulares galácticos no NIR, obtidos com o mesmo instrumento e reduzidos de forma homogênea. As figuras de 4.1 a 4.3 mostram os mesmos espectros da figura 3.10, porém normalizados por um pseudocontínuo polinomial para facilitar a identificação de linhas de absorção. Estas últimas são comuns à maioria dos aglomerados, apresentando inclusive, intensidade bastante similar, e serão discutidas em detalhes neste capítulo.

### 4.1 *Comparação entre larguras equivalentes*

A principal meta do presente trabalho é averiguar a capacidade de predição dos modelos de SSP na região do NIR. Na prática o que precisamos saber é se o modelo que melhor representa a observação foi criado com características condizentes com a realidade física do objeto. Duas grandezas estão no centro desta discussão, a saber: idade e metalicidade. Estas quantidades, no caso dos aglomerados globulares Galácticos, podem ser conhecidas através de meios independentes da síntese de população estelar, como o ajuste de isócronas ao CMD ou, especificamente para a metalicidade, o exame do espectro de estrelas individuais para o caso específico da metalicidade.

Uma das maneiras mais práticas de fazer a comparação entre os espectros dos modelos e os observados, é através das larguras equivalentes ( $W_\lambda$ ) das linhas de absorção. Esta abordagem é livre de incertezas inerentes à calibração em fluxo, por ser independente do fluxo absoluto.  $W_\lambda$  é definida por

$$W_\lambda = \int_{\lambda_0}^{\lambda_1} \frac{F_c(\lambda) - F(\lambda)}{F_c(\lambda)} d\lambda, \quad (4.1)$$

onde  $\lambda_0$  e  $\lambda_1$  são os comprimentos de onda que limitam a linha,  $F(\lambda)$  é o fluxo observado e  $F_c(\lambda)$  é o fluxo em um pseudocontínuo linear ajustado a regiões definidas em ambos os lados da linha em questão. As incertezas  $\sigma(W_\lambda)$  foram calculadas de acordo com a equação

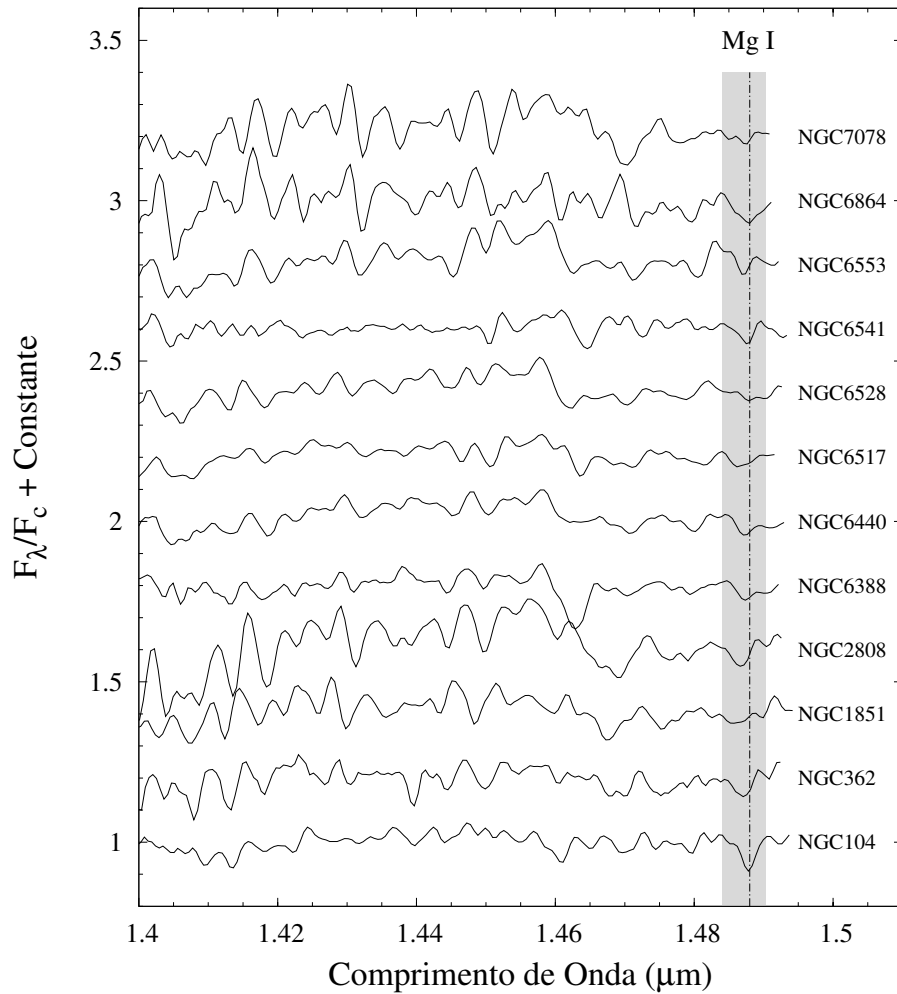


Figura 4.1: Espectros dos 12 aglomerados na banda J. Todos os espectros foram normalizados por um pseudocontínuo para realçar as linhas de absorção. As regiões sombreadas marcam os limites de integração para o cálculo da largura equivalente, e a linha seccionada marca o centro da linha no referencial de repouso.

$$\sigma(W_\lambda) = \sqrt{1 + \frac{\bar{F}_c}{\bar{F}} \frac{(\Delta\lambda - W_\lambda)}{S/N}} \quad (4.2)$$

(Vollmann; Eversberg, 2006), onde  $\bar{F}_c$  é o fluxo médio do pseudocontínuo,  $\bar{F}$  o fluxo médio na linha,  $\Delta\lambda$  a largura da linha e  $S/N$  a razão sinal-ruído. Esta estimativa reflete, portanto, apenas considerações estatísticas e grandezas medidas no próprio espectro.

Para cada linha de absorção existem definições usuais para os limites de integração e de amostragem do contínuo. A vantagem do uso de limites padronizados é bastante clara: permite a comparação direta entre trabalhos diferentes. Definições para o óptico são apresentadas em Faber et al. (1985), Bica e Alloin (1986), enquanto Oliva et al. (1995) e Frogel et al. (2001) focam-se no NIR. Estes últimos, contudo, basearam-se no espectro de estrelas gigantes, onde

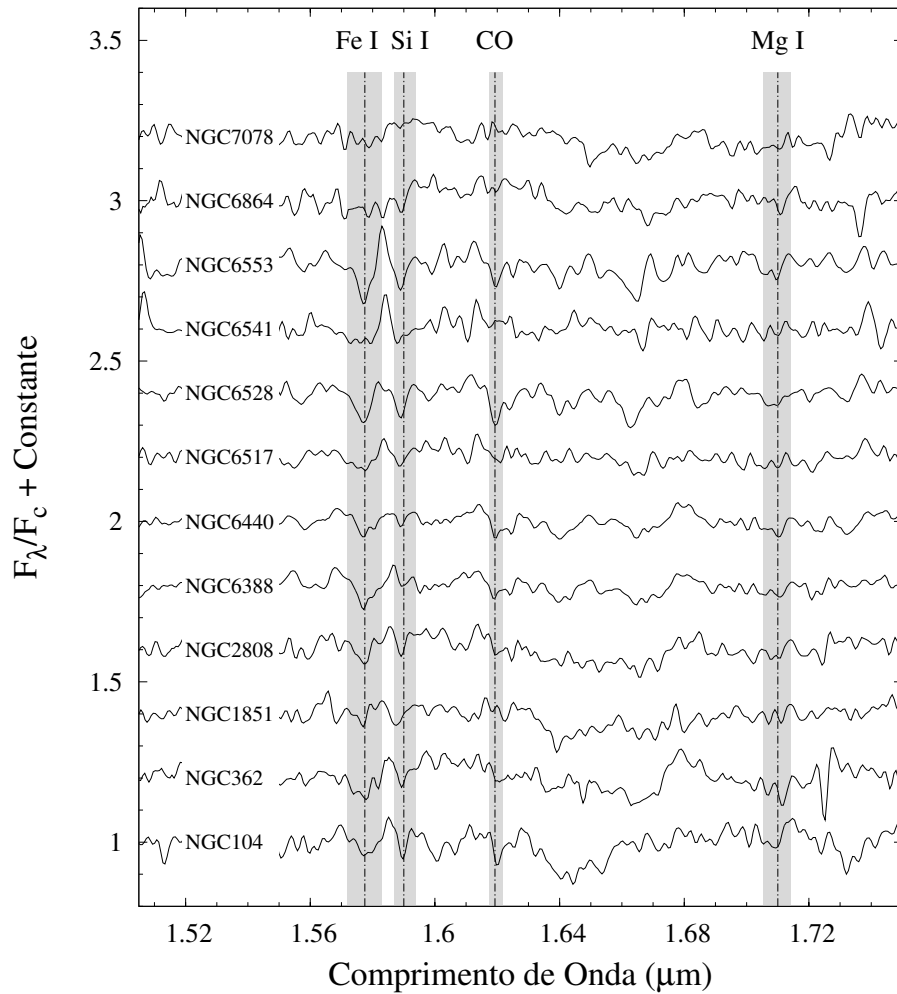


Figura 4.2: Igual à figura 4.1, mas para a banda H

as linhas são pouco alargadas se comparadas ao espectro de populações com alta dispersão de velocidades. A tabela 4.1 lista os critérios utilizados neste estudo. À exceção de Mg I ( $1.49\mu\text{m}$ ) e CN ( $2.05\mu\text{m}$ ), os limites das linhas são aqueles encontrados na literatura. As amostras de contínuo sofreram maiores reformulações.

Nove linhas de absorção do NIR tiveram sua  $W_\lambda$  medida, utilizando o código PACCE (Riffel; Borges Vale, 2011), que basicamente implementa as equações 4.1 e 4.2. Os valores medidos, bem como erros estimados a partir da equação 4.2 estão nas tabelas 4.2 e 4.3. Exemplos gráficos da medição de  $W_\lambda$  são apresentados na figura 4.4

Adicionalmente às medidas realizadas sobre espectros por nós observados, medimos também índices de Lick em espectros públicos obtidos de Santos F. C. Jr. et al. (2002). Considerações sobre a qualidade dos espectros e os procedimentos de redução destes, podem ser encontradas em Bica e Alloin (1986). Assim como as medidas do NIR, as  $W_\lambda$  para o óptico também são apresentadas na tabela 4.2.

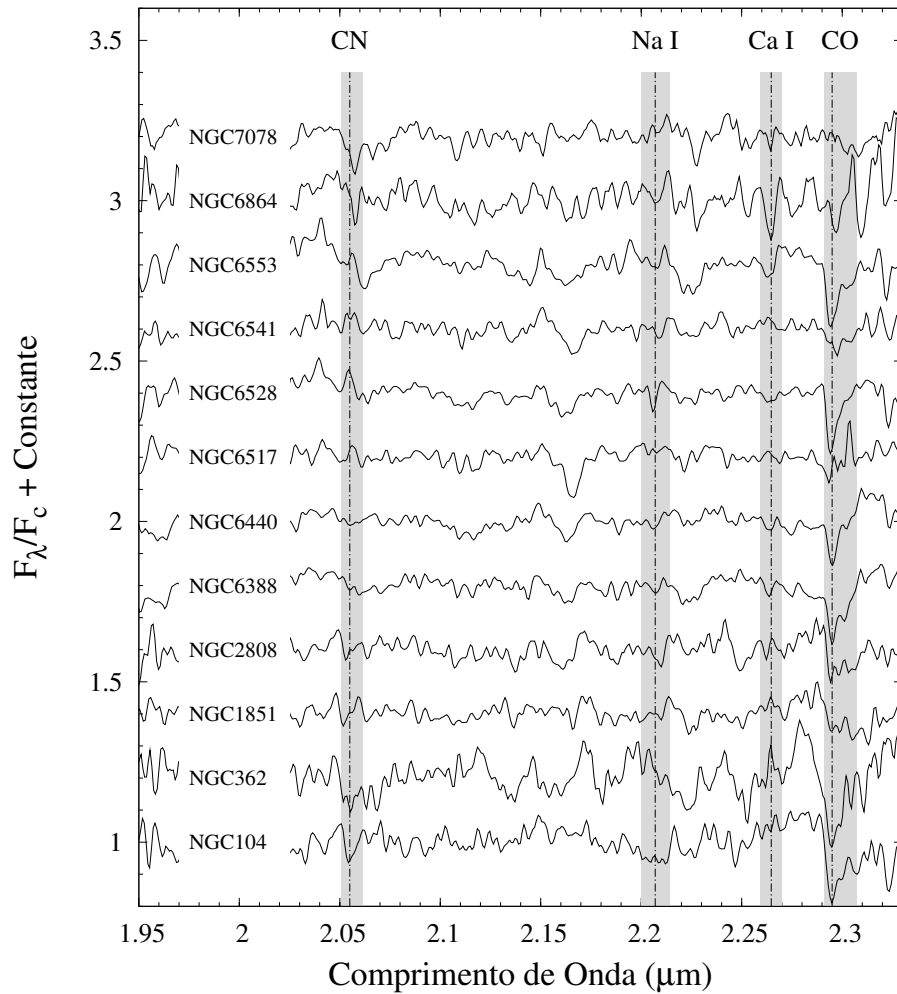


Figura 4.3: Igual à figura 4.1, mas para a banda K

Apenas linhas para os modelos de M05 foram medidas. Isto por que apenas esta base faz previsões sobre a contribuição de estrelas do tipo TP-AGB, extremamente influentes no NIR em populações de idade intermediária. A princípio, nada impede que o mesmo estudo seja estendido para incluir as bases BC03, GALEV e GRASIL. Em tempo, esta extensão figura entre as perspectivas deste trabalho.

Para analisar a correspondência entre as previsões dos modelos e as observações, apresentamos na figura 4.5 as correlações mais relevantes. A região sombreada está compreendida entre dois extremos de idade: 4 e 15 Ganos; e cinco valores de metalicidade:  $\frac{1}{200}Z_{\odot}$ ,  $\frac{1}{50}Z_{\odot}$ ,  $\frac{1}{2}Z_{\odot}$ ,  $1Z_{\odot}$  e  $2Z_{\odot}$ . Cada aglomerado está representado por um ponto, com as barras de erro dadas pela equação 4.2.

Cid Fernandes e González Delgado (2010) mostram a importância de uma correta modelagem da morfologia do ramo horizontal, para estimar a origem de populações estelares azuis em análises de luz integrada. Estrelas azuis no ramo horizontal são esperadas em aglomerados com

Tabela 4.1: Limites de integração e ajuste de contínuo para a medida de  $W_\lambda$ .

Linha	$\lambda_0$ ( $\mu\text{m}$ )	$\lambda_1$ ( $\mu\text{m}$ )	$\text{RAC}_0$ ( $\mu\text{m}$ )	$\text{RAC}_1$ ( $\mu\text{m}$ )
Mg I 1,49 $\mu\text{m}$	1,4840	1,4903	1,4620 - 1,4830	1,4910 - 1,4925
Fe I 1,58 $\mu\text{m}$ (a)	1,5720	1,5830	1,5400 - 1,5700	1,5950 - 1,6160
Si I 1,59 $\mu\text{m}$ (b)	1,5870	1,5910	1,5400 - 1,5700	1,5950 - 1,6160
CO 1,62 $\mu\text{m}$ (b)	1,6175	1,6220	1,5950 - 1,6160	1,6280 - 1,6570
Mg I 1,71 $\mu\text{m}$ (c)	1,7053	1,7143	1,7010 - 1,7056	1,7156 - 1,7256
CN 2,05 $\mu\text{m}$	2,0507	2,0615	2,0250 - 2,0350	2,0700 - 2,1730
Na I 2,21 $\mu\text{m}$ (c)	2,2000	2,2140	2,1934 - 2,1996	2,2150 - 2,2190
Ca I 2,26 $\mu\text{m}$ (c)	2,2594	2,2700	2,2516 - 2,2590	2,2716 - 2,2888
CO 2,29 $\mu\text{m}$ (c)	2,2910	2,3070	2,2716 - 2,2888	2,3120 - 2,3140

$\text{RAC}_0$  e  $\text{RAC}_1$  são as regiões de amostragem do contínuo. As referências para estas definições são como segue: (a) Riffel et al. (2008); (b) Origlia, Moorwood e Oliva (1993); (c) Cesetti et al. (2009)

Tabela 4.2:  $W_\lambda$  para os aglomerados da amostra, parte 1 (em  $\text{\AA}$ )

$W_\lambda$	G	Fe I 4537 $\text{\AA}$	H $\beta$ 4863 $\text{\AA}$	Mg <sub>2</sub> 5176 $\text{\AA}$	Fe I 5267 $\text{\AA}$	Fe I 5334 $\text{\AA}$	Na I 5895 $\text{\AA}$	Mg I 1,49 $\mu\text{m}$
104	3,50 $\pm$ 0,24	1,53 $\pm$ 0,36	1,33 $\pm$ 0,18	5,26 $\pm$ 0,04	1,09 $\pm$ 0,16	1,13 $\pm$ 0,50	1,73 $\pm$ 0,16	1,59 $\pm$ 0,31
362	2,68 $\pm$ 0,23	1,34 $\pm$ 0,36	1,56 $\pm$ 0,18	1,33 $\pm$ 0,04	0,72 $\pm$ 0,16	0,83 $\pm$ 0,51	0,63 $\pm$ 0,16	1,05 $\pm$ 0,32
1851	1,50 $\pm$ 0,23	0,85 $\pm$ 0,37	1,57 $\pm$ 0,18	1,38 $\pm$ 0,04	1,09 $\pm$ 0,16	0,52 $\pm$ 0,51	0,62 $\pm$ 0,16	1,73 $\pm$ 0,31
2808	2,46 $\pm$ 0,23	2,00 $\pm$ 0,36	1,83 $\pm$ 0,18	0,96 $\pm$ 0,04	0,98 $\pm$ 0,16	0,60 $\pm$ 0,51	1,47 $\pm$ 0,16	1,15 $\pm$ 0,34
6388	2,70 $\pm$ 0,23	2,14 $\pm$ 0,36	1,31 $\pm$ 0,18	4,91 $\pm$ 0,04	1,23 $\pm$ 0,17	1,18 $\pm$ 0,50	3,43 $\pm$ 0,15	1,79 $\pm$ 0,31
6440	3,11 $\pm$ 0,25	2,24 $\pm$ 0,36	1,81 $\pm$ 0,17	6,86 $\pm$ 0,07	0,90 $\pm$ 0,17	0,91 $\pm$ 0,51	3,68 $\pm$ 0,15	0,13 $\pm$ 0,32
6517	2,62 $\pm$ 0,23	3,39 $\pm$ 0,38	1,79 $\pm$ 0,18	—	0,97 $\pm$ 0,16	0,85 $\pm$ 0,51	2,42 $\pm$ 0,15	0,92 $\pm$ 0,32
6528	3,04 $\pm$ 0,28	3,04 $\pm$ 0,36	0,58 $\pm$ 0,18	8,07 $\pm$ 0,05	1,71 $\pm$ 0,17	1,72 $\pm$ 0,50	4,39 $\pm$ 0,15	1,36 $\pm$ 0,30
6541	1,96 $\pm$ 0,23	—	2,09 $\pm$ 0,17	0,94 $\pm$ 0,04	0,99 $\pm$ 0,16	0,89 $\pm$ 0,50	1,46 $\pm$ 0,16	0,80 $\pm$ 0,31
6553	9,95 $\pm$ 0,33	1,94 $\pm$ 0,45	1,71 $\pm$ 0,19	8,27 $\pm$ 0,06	2,71 $\pm$ 0,17	1,73 $\pm$ 0,50	3,50 $\pm$ 0,16	—
6864	1,26 $\pm$ 0,24	0,73 $\pm$ 0,37	2,49 $\pm$ 0,17	2,56 $\pm$ 0,04	0,87 $\pm$ 0,16	0,50 $\pm$ 0,51	0,78 $\pm$ 0,16	0,72 $\pm$ 0,30
7078	—	0,21 $\pm$ 0,37	1,94 $\pm$ 0,18	0,57 $\pm$ 0,04	0,10 $\pm$ 0,17	0,10 $\pm$ 0,51	1,49 $\pm$ 0,16	—

metallicidades muito baixas, enquanto para metallicidades acima de  $\frac{1}{2}Z_\odot$  a regra é uma morfologia vermelha (Maraston, 2005). NGC 6441 e NGC 6388 constituem exceções a esta regra (Rich et al., 1997). Assim, decidimos incluir na figura 4.5 uma linha representando os modelos com morfologia horizontal azul, com idade de 15 Ganos (linha tracejada com triângulos).

Antes de discutirmos os resultados, se faz útil reiterar o que esperamos obter dos modelos. Uma vez que estamos tratando de aglomerados globulares galáticos, é bastante claro que os dados empíricos deveriam alinhar-se a modelos de SSPs com um episódio de formação estelar há aproximadamente 10 Ganos. Outrossim, metallicidades inferiores à solar devem fornecer o melhor ajuste, já que, à exceção de NGC 6528 e NGC 6553, todos os alvos são pobres em metais. Uma completa lista de idades e metallicidades para os aglomerados observados, obtida de Santos Jr. e Piatti (2004), pode ser encontrada na tabela 2.1.



Tabela 4.3:  $W_\lambda$  para os aglomerados da amostra, parte 2 (em Å)

$W_\lambda$	Fe I 1,58 $\mu\text{m}$	Si I 1,59 $\mu\text{m}$	CO 1,62 $\mu\text{m}$	Mg I 1,71 $\mu\text{m}$	CN 2,05 $\mu\text{m}$	Na I 2,21 $\mu\text{m}$	Ca I 2,26 $\mu\text{m}$	CO 2,29 $\mu\text{m}$
104	$1,41 \pm 0,25$	$0,56 \pm 0,09$	$1,34 \pm 0,18$	$0,58 \pm 1,05$	—	$7,05 \pm 3,48$	—	$18,94 \pm 2,04$
362	$5,98 \pm 0,24$	$1,38 \pm 0,09$	$0,74 \pm 0,22$	$1,97 \pm 1,22$	$7,10 \pm 0,16$	—	—	$23,32 \pm 1,89$
1851	$0,64 \pm 0,24$	$1,08 \pm 0,08$	—	—	—	$0,52 \pm 4,61$	—	$4,46 \pm 2,07$
2808	$2,30 \pm 0,24$	$0,78 \pm 0,09$	$0,61 \pm 0,24$	—	$0,25 \pm 0,15$	$4,18 \pm 4,19$	$0,10 \pm 0,93$	$14,42 \pm 1,81$
6388	$4,69 \pm 0,23$	$>0,11$	$0,96 \pm 0,21$	$0,62 \pm 1,05$	$2,93 \pm 0,15$	—	$0,60 \pm 0,96$	$14,31 \pm 1,93$
6440	$2,34 \pm 0,22$	$0,42 \pm 0,08$	$1,26 \pm 0,17$	$1,07 \pm 1,05$	$0,58 \pm 0,12$	$1,59 \pm 3,83$	$0,52 \pm 1,00$	$11,41 \pm 1,96$
6517	$3,22 \pm 0,22$	$1,36 \pm 0,08$	$0,69 \pm 0,18$	—	$0,59 \pm 0,13$	—	—	$2,12 \pm 1,87$
6528	$5,14 \pm 0,23$	$2,67 \pm 0,08$	$2,89 \pm 0,21$	$1,93 \pm 1,03$	—	—	$2,32 \pm 0,87$	$14,78 \pm 1,76$
6541	$4,07 \pm 0,24$	$1,74 \pm 0,09$	—	—	—	$0,64 \pm 3,62$	—	$9,85 \pm 1,86$
6553	$5,93 \pm 0,22$	$2,88 \pm 0,08$	$1,72 \pm 0,18$	$1,70 \pm 1,04$	$4,85 \pm 0,13$	—	$2,09 \pm 0,90$	$16,99 \pm 1,79$
6864	$5,00 \pm 0,22$	$1,71 \pm 0,08$	—	$0,78 \pm 1,06$	$0,64 \pm 0,19$	—	$2,64 \pm 0,90$	$3,76 \pm 1,95$
7078	$1,60 \pm 0,22$	—	—	—	$6,24 \pm 0,13$	—	—	$2,31 \pm 1,93$

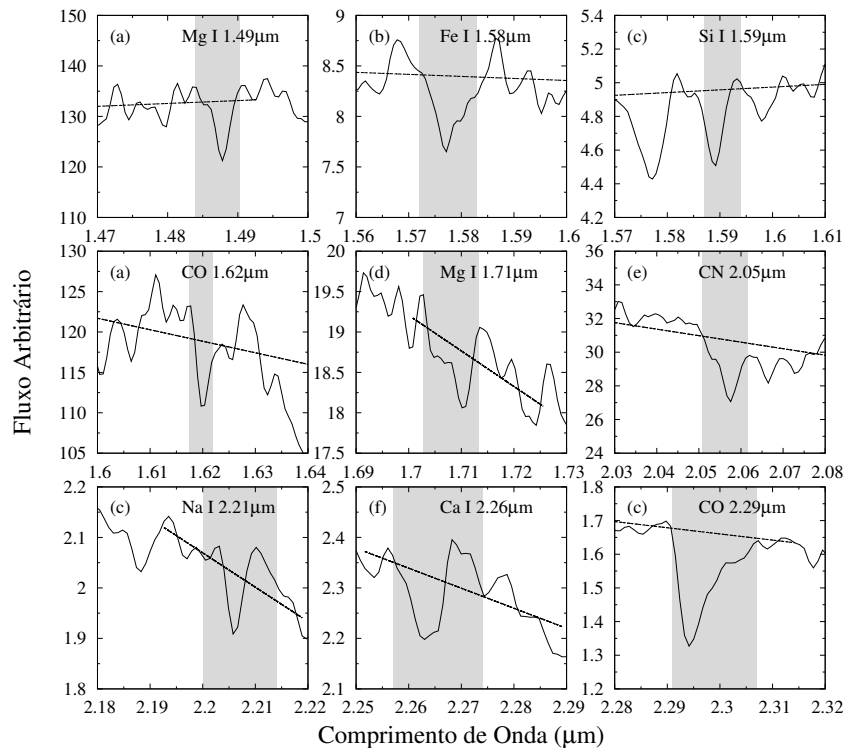


Figura 4.4: Alguns exemplos de medidas de  $W_\lambda$ . Os espectros indicados pelas legendas (a),(b),(c),(d),(e) e (f) pertencem aos aglomerados NGC 104, 6388, 6528, 6440, 7078 e 6553 respectivamente.

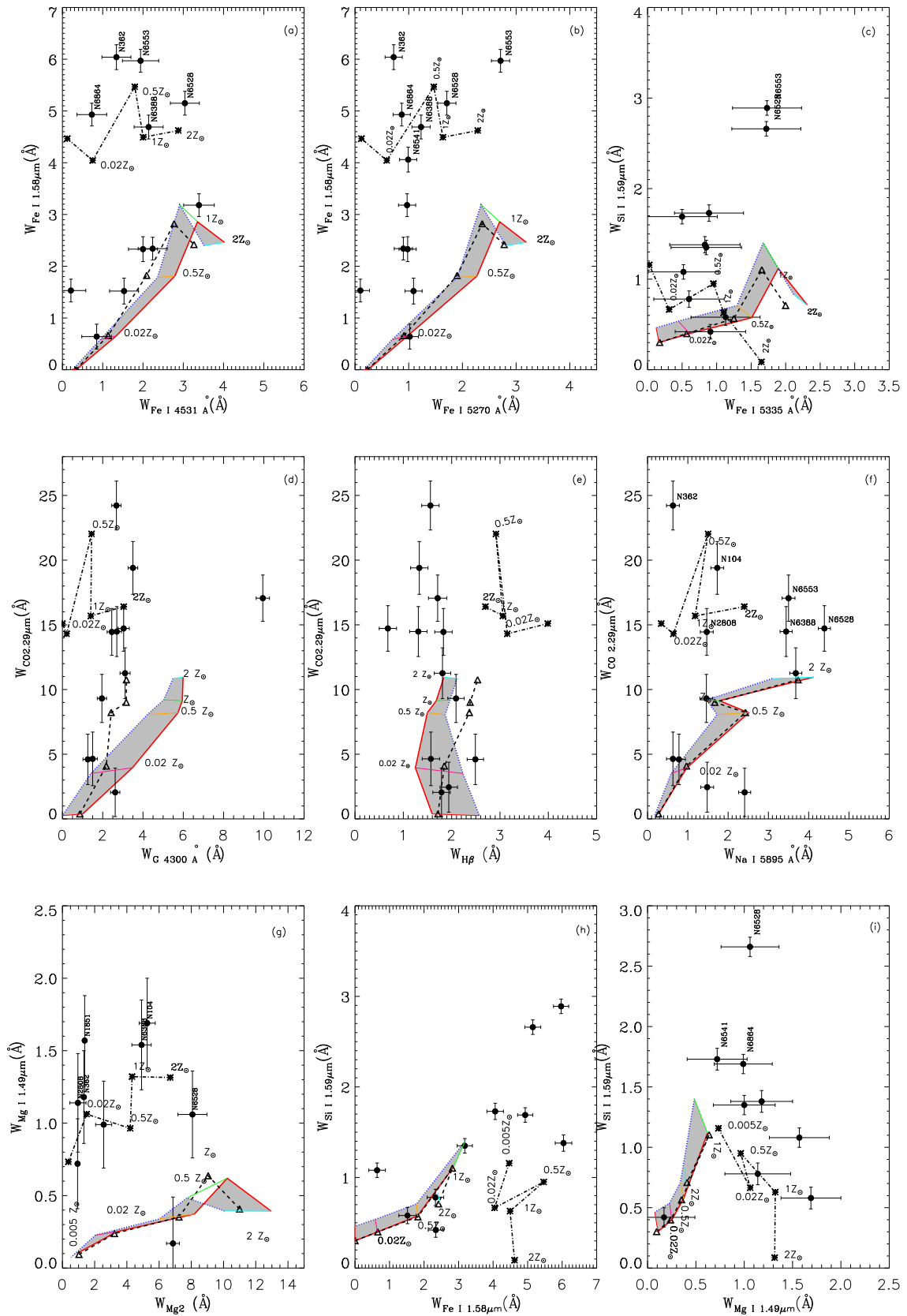


Figura 4.5: Comparação entre  $W_\lambda$  empírica e previsões de M05. A região sombreada representa previsão do modelo para idades entre 4 (linha sólida) e 15 Ganos (linhas sólidas), com metalicidades entre 0,005 $Z_\odot$  e 2 $Z_\odot$ . Triângulos abertos unidos por uma linha tracejada correspondem a modelos com morfologia horizontal azul. Asteriscos unidos por uma linha ponto-tracejada representam modelos de 1 Gano. As letras no canto superior de cada gráfico são apenas para referência, e não devem ser confundidas com as letras da figura 4.4.

Em uma primeira análise, focando-nos apenas em aspectos gerais, vemos que a previsão teórica sugere que todos os aglomerados deveriam concentrar-se em uma estreita faixa, com valores de  $W_\lambda$  tipicamente menores do que os medidos no NIR. Algo próximo a metade dos objetos possui linhas de Fe I 1,58 $\mu\text{m}$ , Si I 1,59 $\mu\text{m}$  e CO 2,29 $\mu\text{m}$  com  $W_\lambda$  dentro da faixa teoricamente prevista, enquanto a outra metade alcança valores próximos ao dobro do máximo teórico. Ao mesmo tempo, nota-se que as larguras ópticas são bem representadas, com somente um aglomerado irremediavelmente além das expectativas na figura 4.5d, e outro na figura 4.5f (banda G da série de Fraunhofer e Na I 5895Å, respectivamente).

Na tentativa de explicar os valores de  $W_\lambda$  no NIR, sobreposamos uma linha que corresponde aos modelos de 1 Gano (asteriscos unidos por uma linha ponto-tracejada), que abrange boa parte daqueles aglomerados que ficaram além da estimativa dos modelos mais velhos. Este movimento, que poderia ser interpretado como uma tentativa injustificada de ajustar os dados, reflete uma particularidade dos modelos. No NIR, estrelas que se encontram na fase AGB possuem um pico de contribuição, para a luz integrada das SSPs, em torno de 1 Gano; a fase AGB, por sua vez, é dominada por estrelas TP-AGB. Por ausência de espectros sintéticos para estas estrelas, M05 incorpora espectros empíricos para representar esta fase, o que poderia levar a um melhor ajuste de  $W_\lambda$ . Por outro lado, Lyubenova et al. (2010) argumenta que quantidades copiosas de estrelas carbonadas podem, no NIR, mimetizar o espectro de uma população de idade intermediária. Com efeito, Marigo et al. (2009) demonstraram que em populações pouco metálicas de 10 Ganos, até 40% da luminosidade da banda K pode originar-se em estrelas TP-AGB. Ambas as hipóteses sugerem dois cenários não mutuamente excludentes: que os modelos carregam uma degenerescência entre a idade e a presença de estrelas TP-AGB, e que os aglomerados que foram melhor representados pelos modelos de 1 Gano apresentam uma fração anormal de estrelas TP-AGB.

Atentando agora para características específicas, na figura 4.5a vemos que além do exposto acima, uma correlação entre Fe I 1,58 $\mu\text{m}$  e Fe I 4531Å é respeitada por 5 dentre 12 aglomerados. No único caso em que os modelos de 1 Gano se confundem com os modelos velhos (figura 4.5c), notamos que  $W_{Si}$  para 8 de 12 aglomerados, está dentro do previsto. Interpretamos este fato, como ainda mais uma evidência da adequação dos modelos de idade intermediária, com espectros empíricos de estrelas carbonadas, à descrição do espectro dos aglomerados globulares. Todavia salientamos a inviabilidade física deste cenário.

Podemos ver na figura 4.5d que  $W_G$  é bem melhor descrito por um modelo que inclui estrelas azuis no ramo horizontal (triângulos abertos). Contudo  $W_{CO}$  segue o comportamento geral para as linhas do NIR, com aproximadamente metade da amostra na faixa prevista pelos modelos

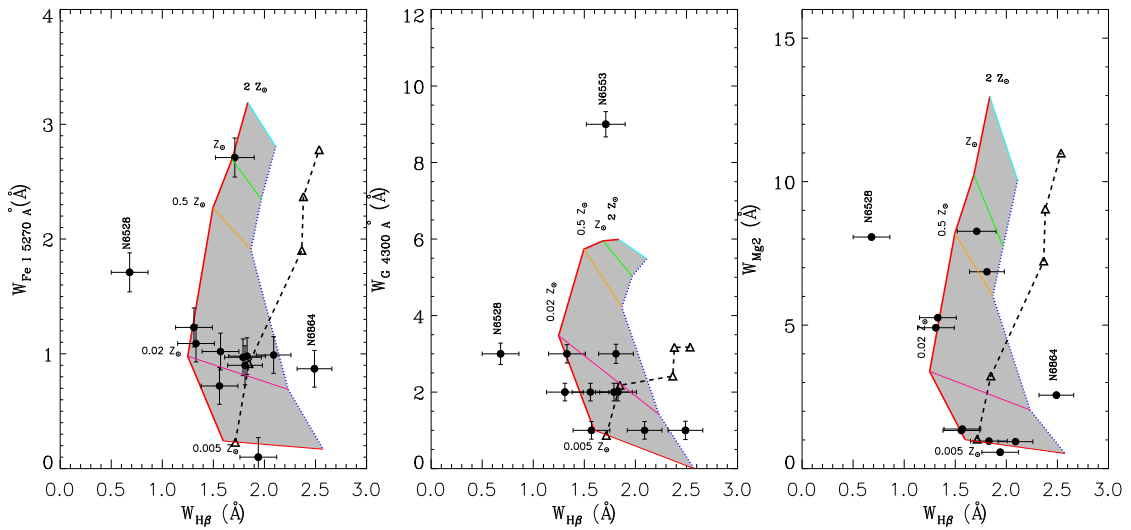


Figura 4.6: Igual à figura 4.5 mas para  $W_\lambda$  no óptico e sem os modelos de 1 Gano

velhos, e outra metade em acordo com os modelos de 1 Gano. Como esperado, estes modelos também são adequados na descrição de  $H\beta$  (figura 4.5e). Para todas as outras linhas do óptico, modelos com morfologia horizontal azul são praticamente indistinguíveis dos demais.

Nas figuras de 4.5h a 4.5i, comparamos linhas de absorção do NIR entre elas próprias. Fica claro que os modelos não são capazes de reproduzir as larguras de Mg I. Na figura 4.5, além de revermos o que já sabíamos das figuras anteriores com relação a Fe I e Si I, ganhamos percepção sobre uma leve correlação entre estas linhas.

Também avaliamos os modelos através da comparação das linhas do óptico entre si (figura 4.6). Como confirmação do discutido acima, constatamos que a vasta maioria dos aglomerados encontra-se dentro dos limites definidos pelos modelos de 4 e 15 Ganos.

Apesar de uma certa dependência com a metalicidade já ser visível nas figuras 4.5 e 4.6, ela está explicitamente representada na figura 4.7. O índice  $Mg_2$  apresenta uma certa correlação com  $[Fe/H]$ , que é um pouco mais fraca para Fe I, e quase inexistente para a banda G. Os modelos, contudo, preveem uma consistente correlação de todos os três índices com a metalicidade.

## 4.2 Comparação espectral direta

Uma alternativa à análise das larguras equivalentes é a comparação espectral direta, pixel a pixel, entre modelos e observações. Este método já foi abordado em trabalhos anteriores, como Panter et al. (2007) onde as taxas de formação estelar recuperadas da síntese de espectros do Sloan Digital Sky Survey (SDSS), apresentavam forte dependência com a escolha do modelo.

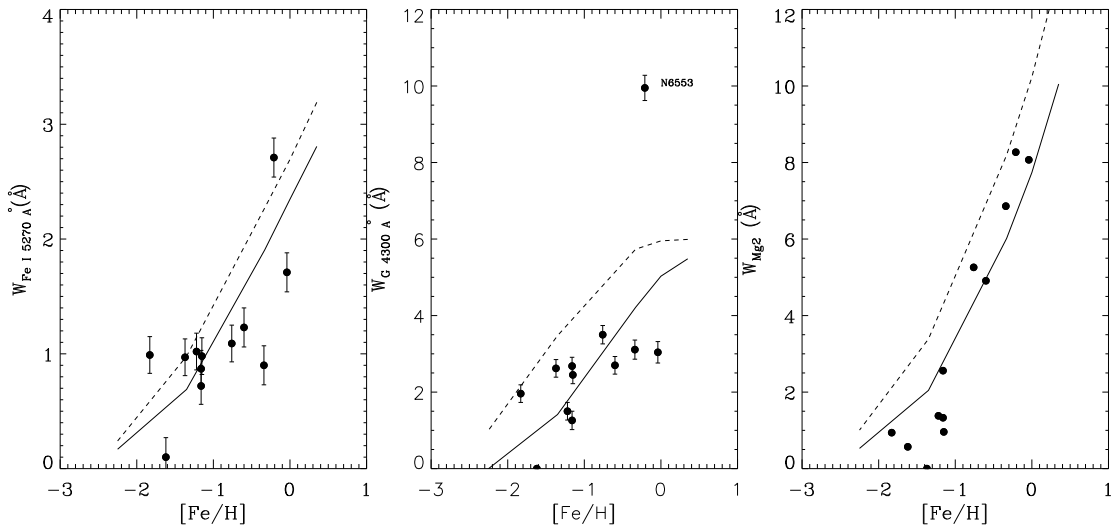


Figura 4.7: ]

Índices ópticos selecionados em função de  $[Fe/H]$ . As linhas sólidas e tracejadas representam modelos de 4 e 13 Ganos respectivamente.

Panther et al. (2008) concentram-se no impacto dos diferentes modelos sobre a metalicidade. Utilizando 27 aglomerados das Nuvens de Magalhães, Cid Fernandes e González Delgado (2010) e González Delgado e Cid Fernandes (2010) discutem a precisão de sete diferentes modelos de SSP, e concluem, entre outras coisas, que as idades se correlacionam melhor com os dados da literatura do que as metalicidades. Chen et al. (2010) realizam síntese sobre espectros combinados de galáxias do SDSS, com seis diferentes bases de modelos, concluindo que diferentes bases geram resultados contrastantes. O objetivo desta seção é discutir resultados preliminares da aplicação deste método ao NIR.

Ao contrário da seção 4.1, a comparação do espectro inteiro depende de uma boa calibração em fluxo, mais precisamente, de um bom ajuste de sensibilidade. Em um espectro de linhas escassas e não muito profundas, a forma do contínuo acaba dominando a escolha do melhor ajuste. O fluxo absoluto, como antes, não tem relevância, já que tanto os espectros teóricos como os empíricos serão normalizados.

Uma grande absorção telúrica na banda J, entre 1.3 e 1.5 $\mu\text{m}$ , dificulta uma boa calibração em fluxo. Este problema não atinge de forma fatal todos os espectros da amostra, mas em benefício da homogeneidade, resolvemos excluir esta ordem por completo na análise do espectro inteiro. Lembramos que este efeito é exclusivo da calibração em fluxo, não invalidando a análise da linha Mg I 1.49 $\mu\text{m}$ , discutida na seção 4.1.

### 4.2.1 Metodologia

Para realizar a comparação utilizamos o programa de síntese espectral STARLIGHT (Cid Fernandes et al., 2004, 2005; Mateus et al., 2006). Este código investiga o espaço de combinações lineares entre espectros de uma base, procurando uma solução que minimize o  $\chi^2$  definido por

$$\chi^2 = \sum_{\lambda} (O_{\lambda} - M_{\lambda})^2 \omega_{\lambda}, \quad (4.3)$$

onde  $O_{\lambda}$  é o espectro observado e  $M_{\lambda}$  é o espectro modelado pelo código. Entre várias informações pertinentes, o STARLIGHT retorna um vetor  $\mathbf{x}$ , com os pesos correspondentes a cada SSP que foi empregada no espectro final. Parâmetros adicionais como avermelhamento, deslocamento Doppler e dispersão de velocidades também são ajustados.

Grandes bandas de absorção telúrica e os limites de cada abertura produzem artefatos indesejáveis, que foram mascarados de forma a não influenciar no ajuste, enquanto que as bandas moleculares do CO ganharam peso 2, pois são as mais relevantes no intervalo estudado. Pontos que se localizam além de  $3\sigma$  foram ignorados no ajuste final.

À primeira vista pode parecer estranho querer combinar espectros de diversas SSPs para representar um aglomerado globular, afinal estes objetos, por muito tempo, foram considerados o que há de mais próximo a uma SSP. Mas vale lembrar que disponibilizar os espectros, não significa que eles necessariamente farão parte do espectro sintetizado. Poucos espectros da base são utilizados na construção de  $M_{\lambda}$  final, normalmente não mais do que cinco restam depois dos primeiros ajustes<sup>1</sup>.

Também pode-se argumentar que uma fração considerável de aglomerados globulares, apresenta evidências que contradizem o paradigma de população monometálica e de mesma idade. Suspeitas de uma dispersão em metalicidades dentro de um mesmo aglomerado já existem há algum tempo (ver a revisão em Gratton, Sneden e Carretta (2004)). Porém, a primeira evidência direta de mais de uma sequência principal em um aglomerado globular é de Bedin et al. (2004). Não pretendemos aqui defender que a síntese de população estelar no NIR encontra-se em tal estado de desenvolvimento que seria capaz de discernir entre populações só recentemente resolvidas, mas que tal abordagem está mais próxima da realidade do que se pensaria há alguns anos atrás.

Contudo, o STARLIGHT também permite analisar o ajuste individual de cada SSP. Estes

---

<sup>1</sup>Para mais detalhes ver manual do STARLIGHT disponível em <http://www.starlight.ufsc.br/>

resultados também são analisados nesta seção, e sua diferença em relação à síntese é discutida.

## 4.2.2 A Síntese

Quatro conjuntos de modelos evolucionários de SSPs foram testados: BC03, M05, GRASIL, GALEV. Dos muitos espectros disponíveis nestas bibliotecas, apenas 36 foram selecionados para compor uma base de elementos representativa de três metalicidades e doze idades. Estas últimas, são o mais próximo possível de igualmente espaçadas em uma escala logarítmica, começando em 4 Manos e indo até 15 Ganos. Como o intervalo entre metalicidades não é constante entre diferentes modelos, tomamos a solar e as imediatamente acima e abaixo deste valor. A tabela 4.4 relaciona os modelos que participaram da amostra de cada base.

Tabela 4.4: Lista de SSPs utilizadas para compor as diferentes bases.

Base	Meticidades			Idades											
BC03	0,008	0,02	0,05	0,004	0,008	0,018	0,038	0,08	0,16	0,36	0,72	1,6	3,3	7,0	15,0
GALEV	0,008	0,02	0,05	0,004	0,008	0,016	0,036	0,08	0,17	0,36	0,75	1,6	3,4	7,1	15,0
GRASIL	0,008	0,02	0,05	0,004	0,008	0,020	0,04	0,07	0,20	0,40	0,80	1,5	3,0	7,0	15,0
M05	0,01	0,02	0,04	0,004	0,009	0,020	0,04	0,08	0,20	0,40	0,80	1,5	3,0	7,0	15,0

Está fora do escopo deste trabalho investigar as relações entre as diferentes funções iniciais de massa e isócronas. Assim, adotamos todas as bibliotecas baseadas na função de Salpeter, e com os modelos evolutivos de Padova para todos menos M05, que usa Cassisi+Geneva. Para um estudo sobre a propagação de resultados através de diferentes comprimentos de onda, em que a dependência com a função inicial de massa e isócrona são apresentadas, ver Riffel et al. (2011).

Como já dissemos, mesmo utilizando mais de uma SSP, esperaríamos que um ou dois modelos dominassem a solução, com apenas contribuições marginais de mais uns poucos espectros, que poderiam ser interpretados como incertezas na solução matemática. Obviamente, os modelos dominantes deveriam possuir idades e metalicidades semelhantes as dos aglomerados, em geral velhos e pouco metálicos. Os resultados da síntese estão organizados nas figuras de 4.8 a 4.11, com cada círculo representando um modelo que foi empregado no espectro sintetizado. O raio do círculo é diretamente proporcional a sua contribuição em fluxo, para uma normalização em  $\lambda_0 = 2.09\mu\text{m}$ . Para guiar a vista, sobrepusemos um  $\mathbf{x}$  que marca as propriedades extraídas da literatura para cada aglomerado. Gráficos mostrando os espectros sintéticos superpostos aos observados, para todos os aglomerados e bases, encontram-se no apêndice A.

Para os modelos da base BC03 (figura 4.8), notamos uma consistente preferência por soluções de baixa metalicidade. No entanto, sete aglomerados (NGC 104, 362, 6388, 6440, 6517, 6541 e 6864) apresentam alguma SSP com metalicidade acima da solar, e em nenhum deles

esta componente é a principal. Todos os ajustes apresentam componentes com metalicidade inferior a solar, mesmo aqueles que, de acordo com a literatura, tem metalicidade solar (ver tabela 2.2). A idade é quase sempre subestimada, com apenas três aglomerados dominados por componentes velhas.

A figura 4.9 apresenta resultados semelhantes para a base com SSPs do GALEV. A preferência por SSPs de baixa metalicidade é coerente com aquela encontrada no caso anterior, contudo as soluções individuais diferem consideravelmente. O aglomerado NGC 7078, por exemplo, passa a mostrar uma componente de metalicidade superior a solar, enquanto nos aglomerados NGC 6388, 6440 e 6517 esta componente desaparece. O escasso número de SSPs com idades elevadas também é observado para esta base.

Resultados para a base GRASIL (figura 4.10) dão mais importância para idades mais altas, com a maioria dos aglomerados sendo ajustada com grandes contribuições de SSPs velhas. A metalicidade, por outro lado, parece pior representada, com apenas quatro aglomerados livres de contribuições acima de  $Z$  solar, inclusive um (NGC 6528), que de acordo com a literatura é rico em metais.

Finalmente os modelos M05 (figura 4.11) apresentam comportamento similar aos demais, com predomínio de idades jovens e intermediárias com baixa metalicidade. Vale lembrar que nestes modelos o grupo com metalicidade acima da solar tem  $Z = 0,04$  e não  $0,05$  como nos demais.

Na tabela 4.5 encontram-se os valores médios de idade e metalicidade dos modelos considerados o melhor ajuste aos aglomerados. As médias foram ponderadas com a fração da luz que corresponde a cada SSP no ajuste final da síntese. A interpretação destes valores requer alguma reflexão sobre o que é a saída da síntese. Em um caso ideal, uma população que fosse o resultado de diferentes SSPs, deveria ter cada componente identificada, e uma média não teria nenhum sentido; cada população tem a sua idade. Porém, como partimos da suposição de que os espectros que estamos analisando pertencem a populações simples, a média deve simplesmente representar o quão próximo a síntese chegou da resposta esperada. Por exemplo, mesmo que as metalicidades estivessem altamente dispersas, a média de idades poderia estar muito próxima do valor esperado<sup>2</sup>, e vice-versa. A incerteza que acompanha os valores de idade e metalicidade é simplesmente um desvio quadrático médio, ponderado da mesma forma que os valores médios.

Podemos ver que as idades variam muito de um aglomerado para outro dentro de uma mesma base, com dispersões de 0,74 dex, 0,70 dex, 0,81 dex e 0,70 dex para as bases BC03,

---

<sup>2</sup>Metalicidade igual ou inferior a solar, e idade da ordem de 10 Ganos



Tabela 4.5: Idade e metalicidades médias da síntese espectral

NGC	BC03		GALEV		GRASIL		M05	
	$\log t$	$\log(Z/Z_{\odot})$	$\log t$	$\log(Z/Z_{\odot})$	$\log t$	$\log(Z/Z_{\odot})$	$\log t$	$\log(Z/Z_{\odot})$
NGC104	7.47±0.36	-0.18±0.28	7.74±0.8	-0.28±0.23	7.98±1.25	-0.29±0.22	7.6±0.72	-0.17±0.22
NGC362	9.63±0.65	-0.07±0.37	8.4±0.78	-0.23±0.25	9.24±1.48	0.18±0.2	9.42±0.69	-0.17±0.15
NGC1851	7.73±0.8	-0.29±0.18	7.29±0.49	-0.31±0.16	8.09±1.66	0.0±0.0	7.48±1.1	-0.27±0.09
NGC2808	7.96±0.81	-0.32±0.16	7.36±0.52	-0.17±0.24	8.55±1.67	-0.17±0.2	8.12±1.54	-0.26±0.11
NGC6388	8.65±1.43	-0.13±0.22	7.92±1.4	0.0±0.0	9.24±1.57	0.07±0.15	7.84±1.09	-0.25±0.11
NGC6440	9.19±1.1	-0.16±0.23	9.3±1.35	-0.12±0.18	9.75±1.16	0.04±0.12	8.7±1.11	0.0±0.18
NGC6517	8.08±1.51	-0.04±0.27	7.08±0.6	0.0±0.0	8.62±1.77	0.17±0.2	7.37±0.97	-0.22±0.13
NGC6528	8.28±0.88	-0.35±0.12	7.46±0.43	0.0±0.0	7.6±1.03	0.0±0.0	7.46±0.8	-0.17±0.15
NGC6541	7.38±1.48	0.09±0.16	6.89±0.06	-0.32±0.2	7.9±1.72	0.3±0.17	7.16±0.9	-0.22±0.14
NGC6553	8.81±0.98	-0.28±0.18	8.3±1.37	0.0±0.0	8.89±1.56	0.06±0.15	7.75±0.98	-0.26±0.13
NGC6864	7.75±0.71	-0.37±0.15	7.1±0.3	-0.02±0.4	7.38±0.4	0.27±0.24	6.83±0.15	0.2±0.22
NGC7078	7.03±0.74	-0.11±0.18	6.82±0.14	-0.17±0.36	6.91±0.8	0.0±0.0	6.96±0.75	-0.24±0.12

GALEV, GRASIL e M05 respectivamente. Segundo a literatura (ver tabela 2.2) a dispersão de idades<sup>3</sup> destes aglomerados é menor do que 0,1 dex. Poder-se-ia argumentar que estas grandes dispersões são reflexo de diferenças na estratégia de observação, porém estes valores não mudam de forma sistemática quando tomamos apenas os aglomerados observados com acompanhamento não sidereal (NGC 6338, 6440, 6517, 6528, 6541 e 6553, ver capítulo 2). As dispersões entre bases diferentes para um mesmo aglomerado são bem menores, aproximadamente 0.4 dex. Isto indica que apesar de as idades não serem as esperadas, existe uma certa coerência entre os diferentes modelos. Ingredientes comuns aos diferentes códigos, como as isócronas ou bibliotecas espectrais, podem ser responsáveis por este resultado. Problemas com as observações, como o ruído, a eventual dominância de uma estrela em particular e a incompleta subtração das linhas de OH, também podem produzir este efeito.

As possibilidades em metalicidade foram muito mais restritas do que as idades, na definição do conjunto representativo de cada base (tabela 4.4). O mínimo de metalicidade que pode ser atingido por qualquer solução da base M05 é  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0,3$ , e  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0,4$  para as demais. Considerando que possuímos na amostra, aglomerados com metalicidade tão baixa quanto  $[\text{Fe}/\text{H}] = -1,83$ , não seria possível uma comparação quantitativa. Assim como no caso das idades, estamos mais interessados na interpretação qualitativa dos valores médios. Neste aspecto, vemos que todas as bases, com exceção da GRASIL, retornam metalicidades inferiores à solar na maioria dos casos. Os dois aglomerados mais ricos em metais, NGC 6528 e 6553, retornam metalicidade solar com os modelos GALEV, mas outros dois aglomerados bem menos metálicos também produzem este resultado, o que diminui a sua significância.

<sup>3</sup>ver referências na tabela 2.2

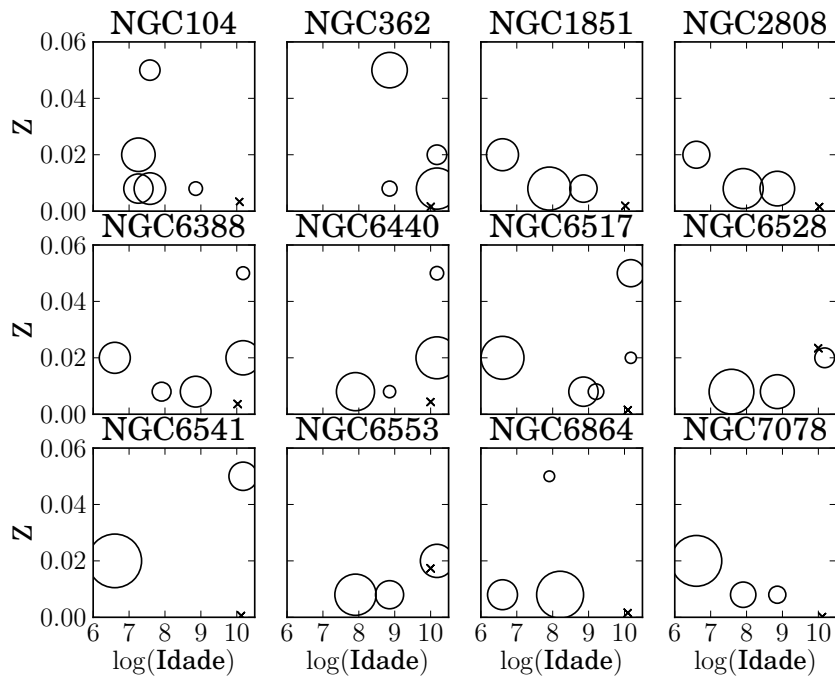


Figura 4.8: Contribuição de cada SSP da base BC03 para o espectro final sintetizado. O raio de cada círculo é uma função linear da contribuição da SSP, e o centro é dado pelos parâmetros do modelo. Um  $x$  marca os parâmetros da literatura para cada aglomerado.

### 4.2.3 SSPs individuais

Espectros para populações simples foram ajustados aos espectros dos aglomerados com os mesmos parâmetros cinemáticos e de avermelhamento da síntese. O fator de escala, que tem por finalidade atenuar o efeito da escolha do ponto de normalização (Cid Fernandes; González Delgado, 2010), é independentemente ajustado para cada SSP. Nas figuras 4.12 e 4.13 são apresentadas curvas de RMS para cada base e para cada aglomerado. Em cada gráfico, linhas com estilos diferentes indicam grupos de metalicidade diferentes, as abscissas dão a idade das SSPs e as ordenadas fornecem o RMS de cada ajuste. Podemos ver que existem certos comportamentos endêmicos de cada base.

Os modelos BC03 de metalicidade superior à solar sempre resultam em ajustes piores do que os modelos com metalicidade solar e menor, sendo que estes dois últimos se confundem em muitos casos. Um vale de soluções em torno de 100 Manos é claramente visível para os modelos mais metálicos, e um outro próximo a 3 Ganos é um pouco menos evidente, mas interessante, os modelos de menor metalicidade ajustam-se melhor com idades ligeiramente menores para a maioria dos aglomerados.

Alterações na metalicidade produzem diferenças mais pronunciadas na base GALEV, onde vemos que, para praticamente todas as idades, o RMS cresce com  $Z$ . Apesar das idades menores

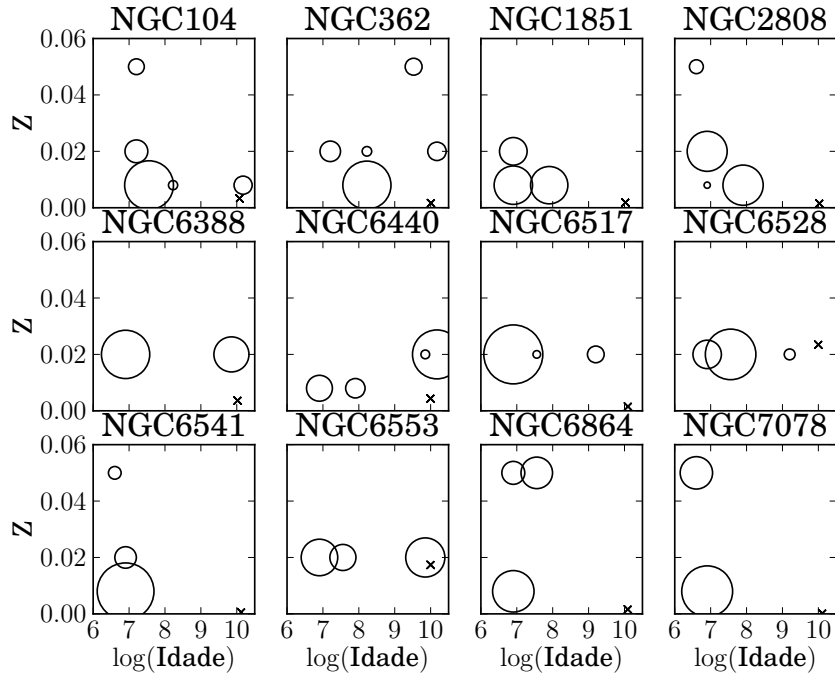


Figura 4.9: Igual à figura 4.8, mas para a base GALEV.

do que 100 Manos consistentemente fornecerem os melhores ajustes, o RMS decresce quase de forma monotônica com a idade acima de  $\log t \sim 8,5$ , acima deste limite a melhor solução é sempre a mais velha e com menor metalicidade. Este comportamento, contrário ao observado em BC03, sugere que a base GALEV é confiável para a determinação de idades em populações velhas, desde que o usuário tenha algum conhecimento prévio sobre o que está sendo ajustado, e as soluções menos realistas sejam removidas da base.

A base GRASIL é menos sensível ao conteúdo metálico do que as mencionadas até agora. Além disso, uma inversão na metalicidade do melhor ajuste é observada nas idades intermediárias, onde os modelos com  $Z = Z_{\odot}$  tem RMS menor do que os de  $Z < Z_{\odot}$ . Uma tênue correlação negativa entre idade e RMS surge para idades acima de 1 Gano, muito semelhante ao que acontece com BC03.

Os modelos da base M05 apresentam um pico de RMS em 1 Gano. Dentro desta elevação, as curvas de metalicidade se invertem, com os modelos mais metálicos fornecendo os melhores ajustes. Este intervalo de idades corresponde ao grupo de SSPs que receberam espectros empíricos de estrelas TP-AGB ricas em C e O. A figura 13 em Maraston (2005) mostra que estas estrelas dominam a luminosidade na banda K, entre  $0.3 \lesssim t \lesssim 2$  Ganos. Não só isso, como também a relevância das últimas nesta faixa de idades é tão menor quanto maior é a metalicidade. Combinadas estas duas informações, a interpretação dos ajustes se torna clara: a inclusão dos espectros empíricos introduz artefatos que prejudicam o ajuste. Porém, como os ajustes de  $W_{\lambda}$

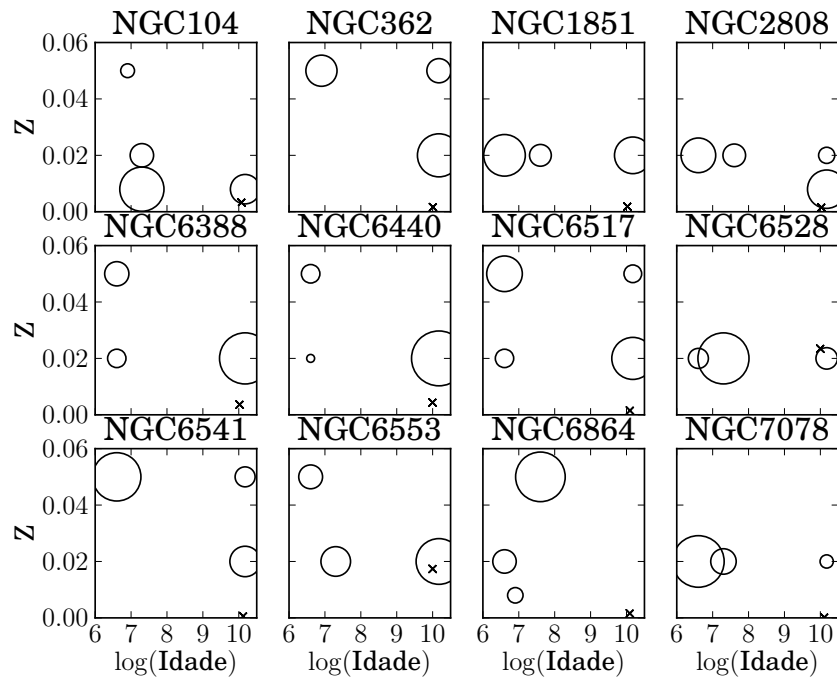


Figura 4.10: Igual à figura 4.8, mas para a base GRASIL.

são melhores para modelos que incluem TP-AGB, somos levados a acreditar que o contínuo destes espectros pode conter ruído ou outro efeito sistêmico, que está se refletindo no RMS. Este ponto deve ser investigado com mais detalhe em futuros trabalhos. Para as últimas três idades, é possível perceber um leve efeito nos aglomerados NGC 6440, 6528 e 6553, que poderia ser atribuído à degenerescência idade-metalicidade: o RMS dos modelos mais metálicos aumenta com a idade, enquanto o modelo de  $Z$  subsolar diminui.

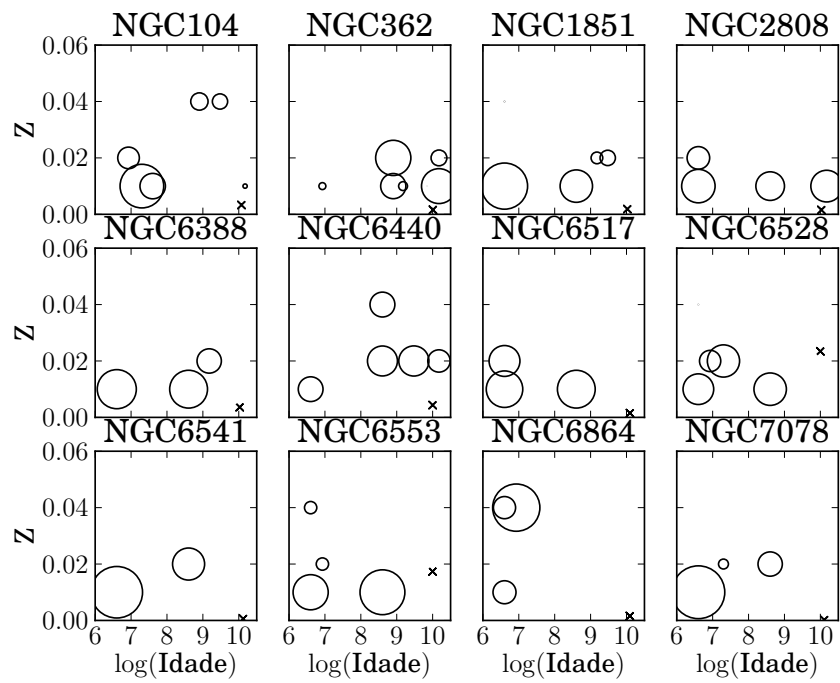


Figura 4.11: Igual à figura 4.8, mas para a base M05.

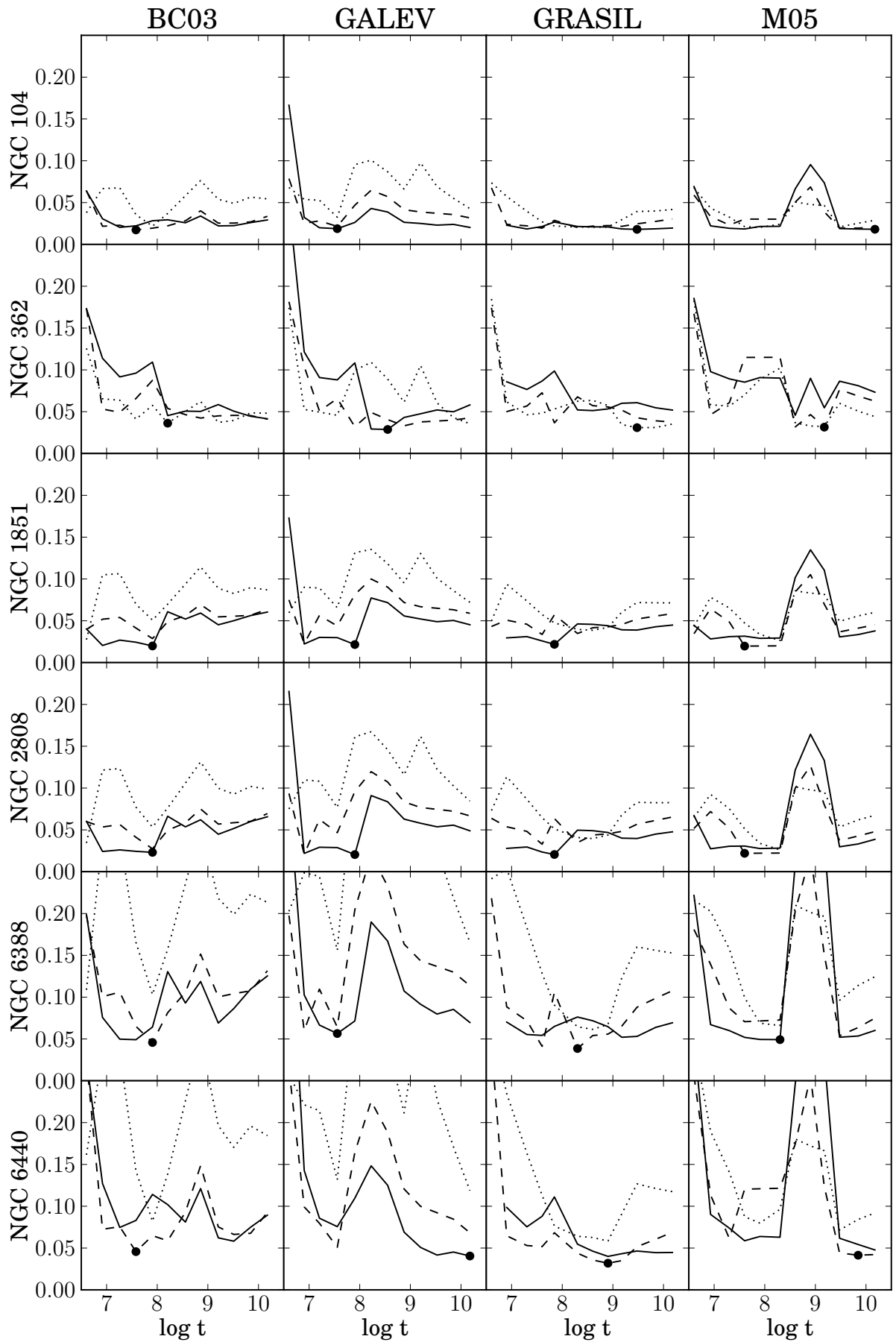


Figura 4.12: RMS para ajustes de SSPs individuais. Cada linha corresponde a uma metalicidade:  $Z < Z_{\odot}$  (linha s3lida),  $Z = Z_{\odot}$  (linha tracejada) e  $Z > Z_{\odot}$  (linha pontilhada). O ponto marca o modelo de menor RMS.

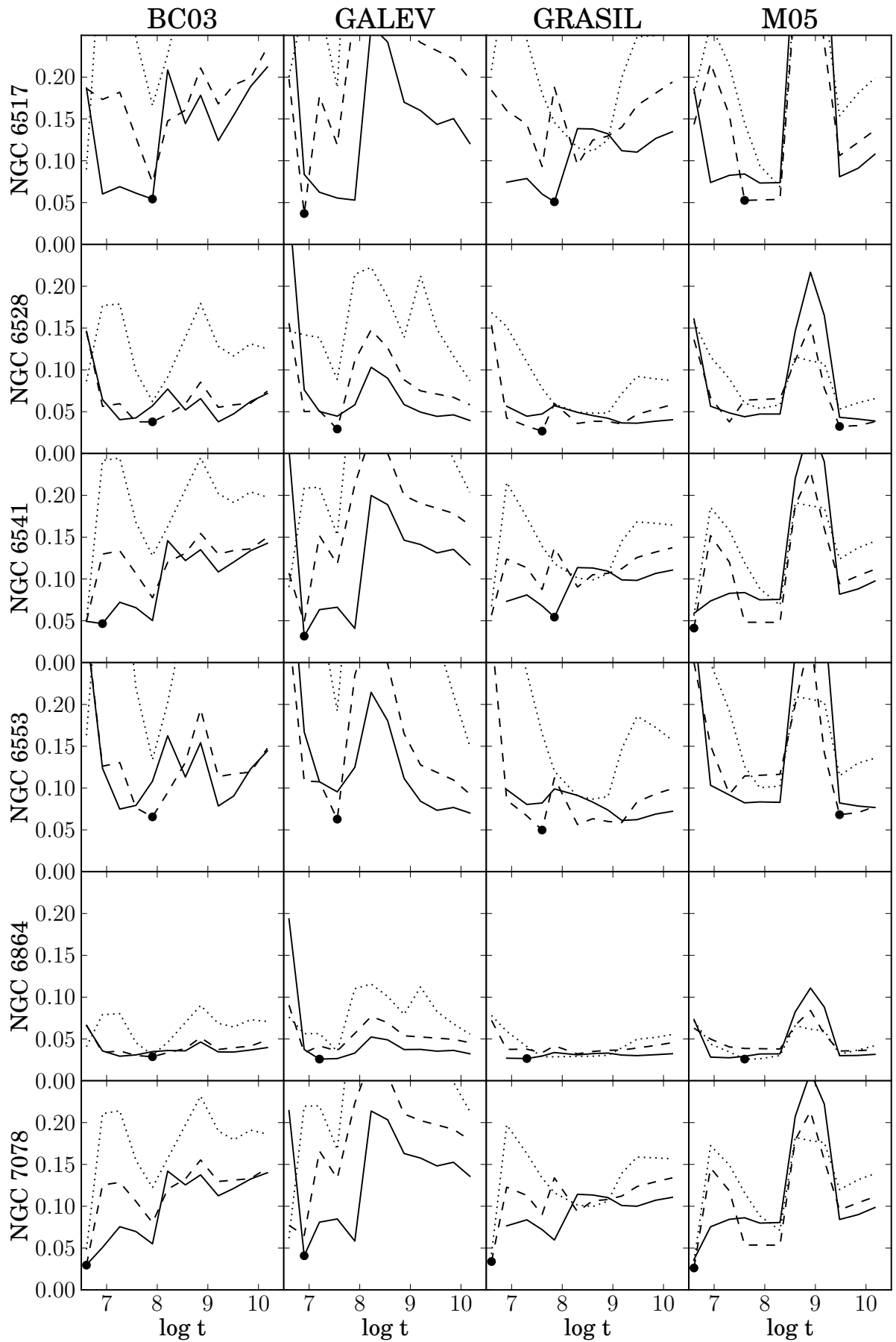


Figura 4.13: Igual à figura 4.12, porém para o restante da amostra de aglomerados.

## 5 Conclusões

Este trabalho apresenta um inédito conjunto de espectros integrados de 12 aglomerados globulares Galáticos, para os quais a idade e a metalicidade são conhecidas por meios independentes. Os dados foram obtidos com um mesmo instrumento e reduzidos de forma homogênea, aumentando a coerência interna. Tempos de exposição longos para os aglomerados menos brilhantes dificultam a subtração de linhas de OH, o que prejudica a qualidade dos espectros. Esta pequena base pode ser usada para guiar futuros modelos de síntese de população estelar no NIR, que empregarão bibliotecas espectrais de média resolução ( $R \sim 1000$ , ou o dobro das atuais). Foram medidas larguras equivalentes das linhas atômicas  $\lambda 1,49\mu\text{m}$  Mg I,  $\lambda 1,58\mu\text{m}$  Fe I/Mg I,  $\lambda 1,59\mu\text{m}$  Si I,  $\lambda 1,71\mu\text{m}$  Mg I,  $\lambda 2,21\mu\text{m}$  Na I e  $\lambda 2,26\mu\text{m}$  Ca I, bem como das bandas moleculares  $\lambda 1,62\mu\text{m}$ ,  $\lambda 2,29\mu\text{m}$  CO e  $\lambda 2,05\mu\text{m}$  CN. Adicionalmente, medimos linhas de absorção em espectros ópticos obtidos em Santos F. C. Jr. et al. (2002): banda G (4300Å), Mg<sub>2</sub> (5102Å), e Fe I (4531Å).

Testamos as previsões das SSPs da base M05 para a largura equivalente das linhas de absorção. Modelos com idades entre 4 e 15 Ganos (velhos), conseguem reproduzir as linhas de absorção do NIR em metade dos casos para as linhas Fe I 1,58 $\mu\text{m}$ , Si I 1,59 $\mu\text{m}$  e CO 2,29 $\mu\text{m}$ . A metade que não é contemplada pelas SSPs velhas, é bem representada por modelos com 1 Gano (idade intermediária). A linha Mg I é consistentemente subestimada pelos modelos velhos, mas é bem representada pelos modelos de idade intermediária. Este resultado sugere que a adição de espectros de estrelas ricas em carbono é importante para a reprodução das linhas metálicas. Outra possibilidade pode ser a ausência de  $\alpha$ -*enhancement* nos modelos. Quase a totalidade das linhas ópticas encontra-se dentro do previsto pelos modelos. A banda G e linha H $\beta$  são melhor representadas por modelos com morfologia de ramo horizontal azul, uma tendência que não é observada em índices do NIR.

A síntese de população estelar retornou idades médias muito inferiores às esperadas para todas as bases testadas (BC03, GALEV, GRASIL e M05), apesar de casos sem nenhuma SSP velha na solução final serem raros. Existe uma relativamente boa concordância entre modelos de bases diferentes, com uma dispersão média nas idades menor do que 0.4 dex, sinalizando



que se não a causa, pelo menos o efeito, que leva à subestimação das idades é compartilhado por todos os códigos ou observações. A preferência por metalicidades baixas é uma tônica da síntese, com raras exceções que nem sempre coincidem com os aglomerados mais metálicos da amostra.

Ajustes individuais de SSPs revelam bimodalidades no tangente às idades, sugerindo que restrições da base podem, especialmente no caso do GALEV, levar a boas determinações desta propriedade. A adição de espectros empíricos de estrelas TP-AGB na base M05 tem forte impacto no RMS dos ajustes, sugerindo que o contínuo destes espectros carrega artefatos indesejáveis, apesar de reproduzirem melhor as linhas de absorção. A preferência por modelos de baixa metalicidade é coerente com o resultado obtido na síntese.

A síntese de populações estelares através de modelos de EPS é uma ferramenta promissora, embora ainda incipiente no NIR. Este quadro certamente terá melhora considerável com a introdução de novas bibliotecas estelares de alta resolução espectral, dedicadas ao NIR. Ao que tudo indica, esta continuará sendo a nossa principal ferramenta para estudar as estrelas em galáxias distantes por um bom tempo, salvo o surgimento de tecnologia imprevista. Contudo, tal como na região do óptico, seu emprego inspira cautela. Bons ajustes não implicam necessariamente boa física. E na ausência de hipóteses educadas sobre o alvo, que restrinjam o espaço das possibilidades, a degenerescência intrínseca ao problema pode acabar levando a conclusões pouco razoáveis.

Como perspectivas deste trabalho, podemos citar a análise das larguras equivalentes, que aqui foi apresentada apenas para uma base de modelos EPS; realizar a síntese espectral incluindo os espectros ópticos, sobre os quais medimos linhas de absorção; estudar a fotometria dos espectros do NIR destes aglomerados; simular os espectros integrados no NIR combinando CMDs observados com espectros da biblioteca do IRTF. Ressaltamos que o aprimoramento da presente biblioteca de aglomerados globulares, especialmente no sentido de minimizar os resíduos de OH, é essencial para futuros estudos.

## *APÊNDICE A – Comparação com espectros sintetizados*

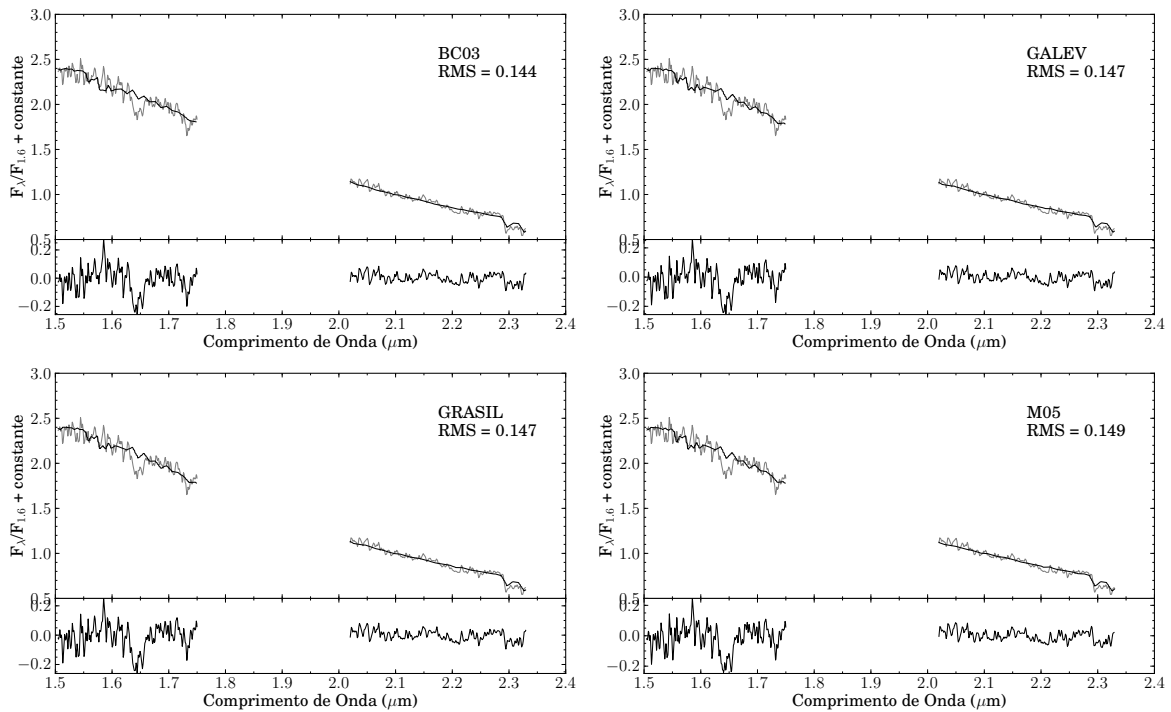


Figura A.1: Ajustes de espectros sintéticos ao espectro de NGC 104. A linha cinza representa o espectro observado, enquanto a linha preta representa o melhor ajuste. Os resíduos são apresentados na janela inferior.

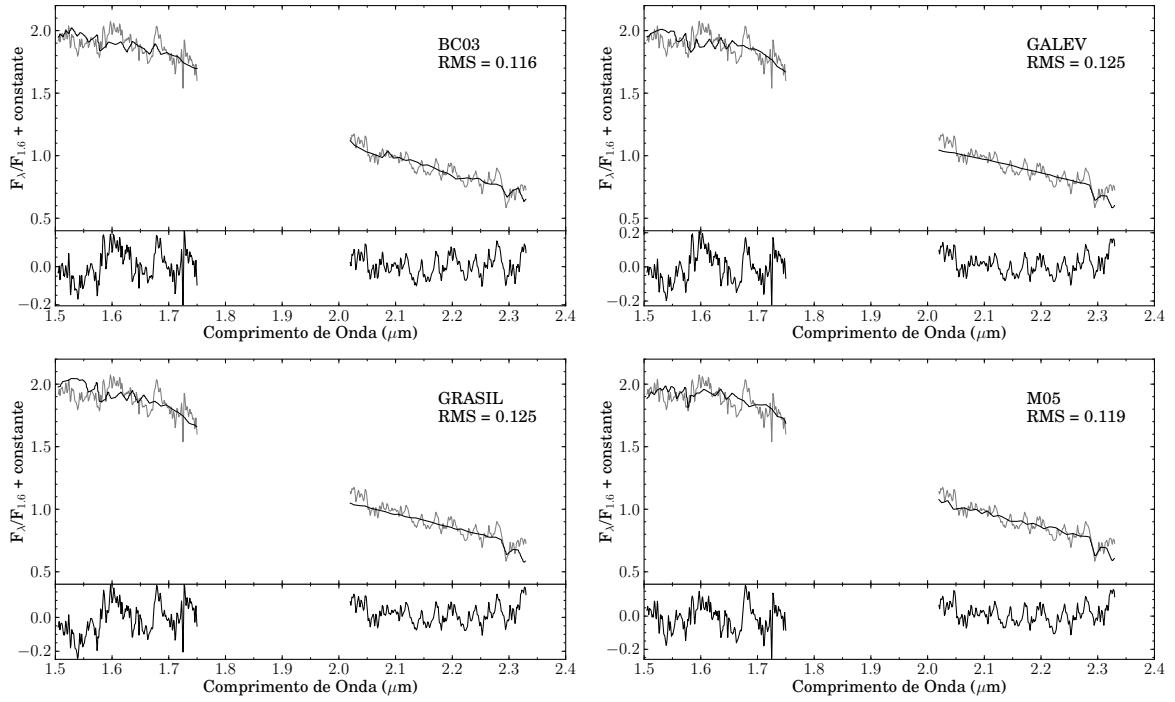


Figura A.2: Ajustes de espectros sintéticos ao espectro de NGC 362.

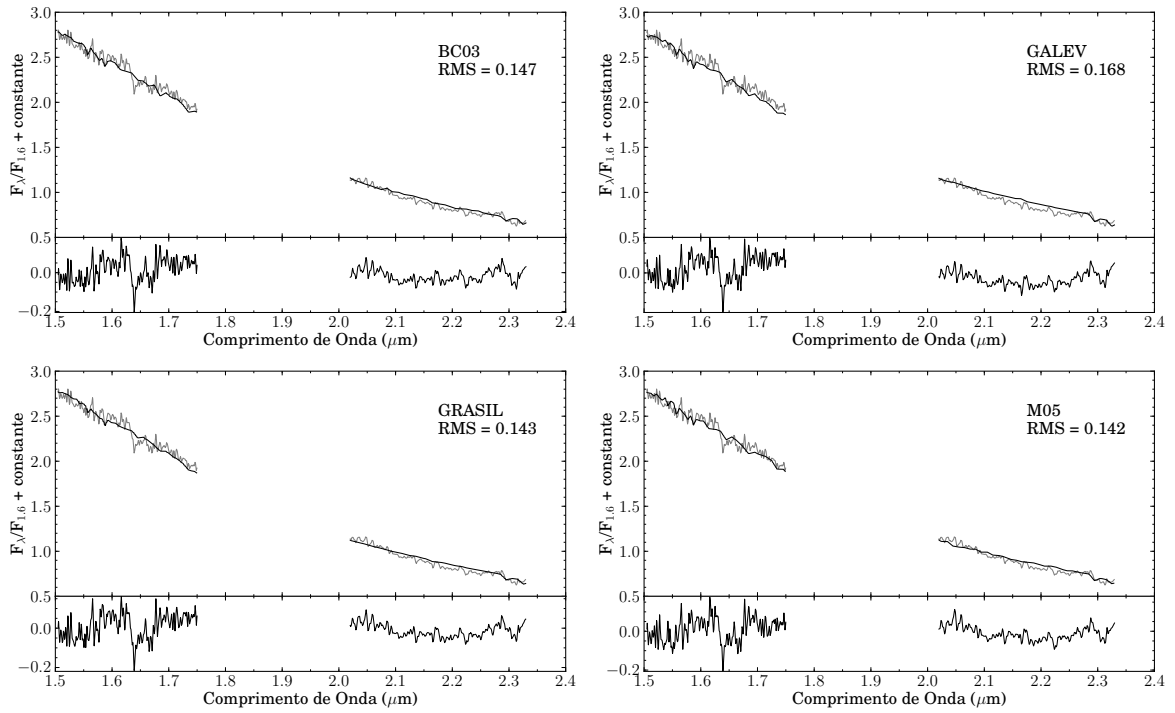


Figura A.3: Ajustes de espectros sintéticos ao espectro de NGC 1851.

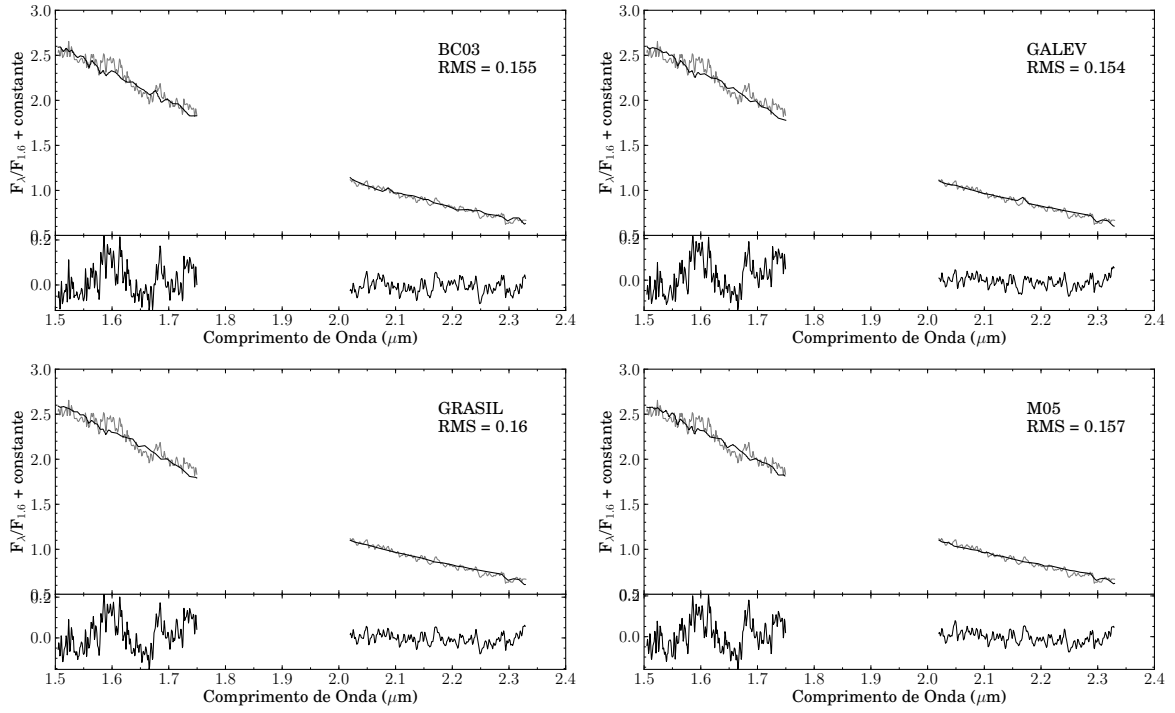


Figura A.4: Ajustes de espectros sintéticos ao espectro de NGC 2808.

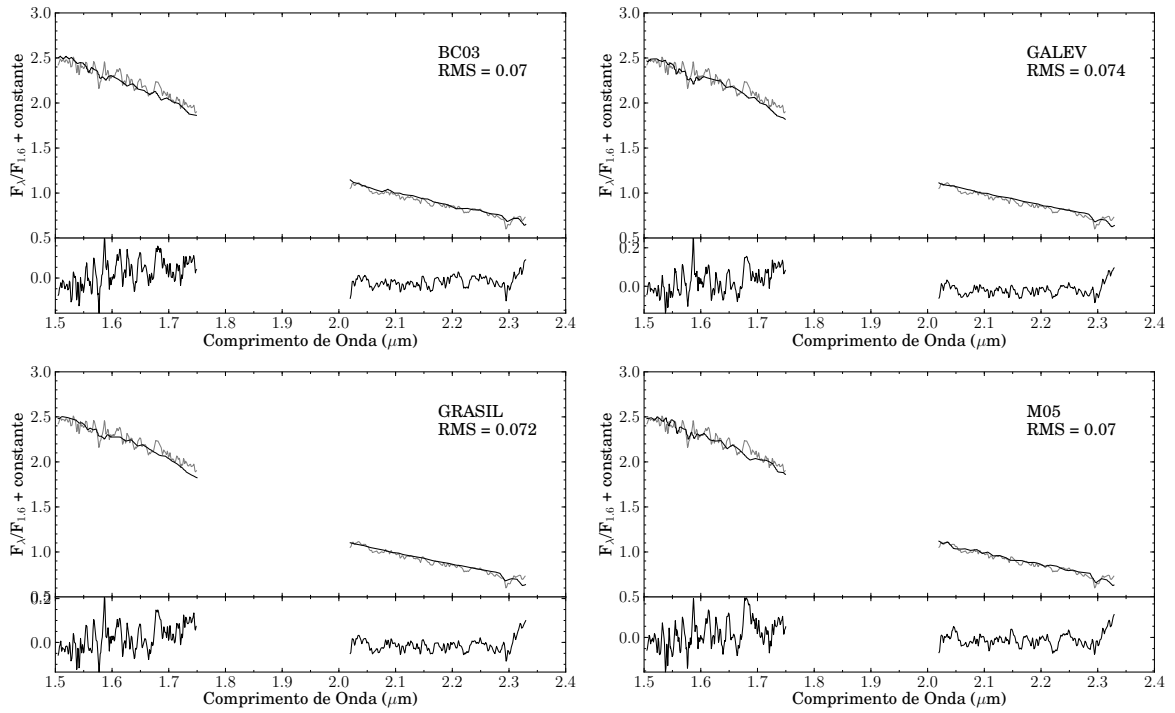


Figura A.5: Ajustes de espectros sintéticos ao espectro de NGC 6388.

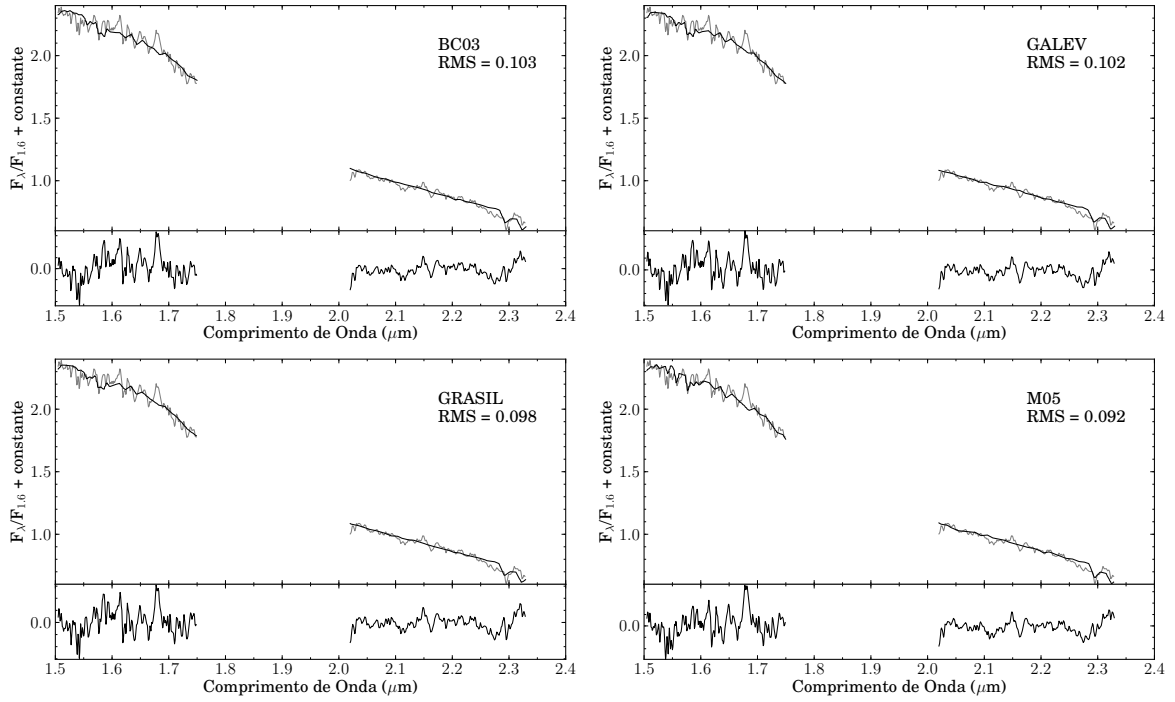


Figura A.6: Ajustes de espectros sintéticos ao espectro de NGC 6440.

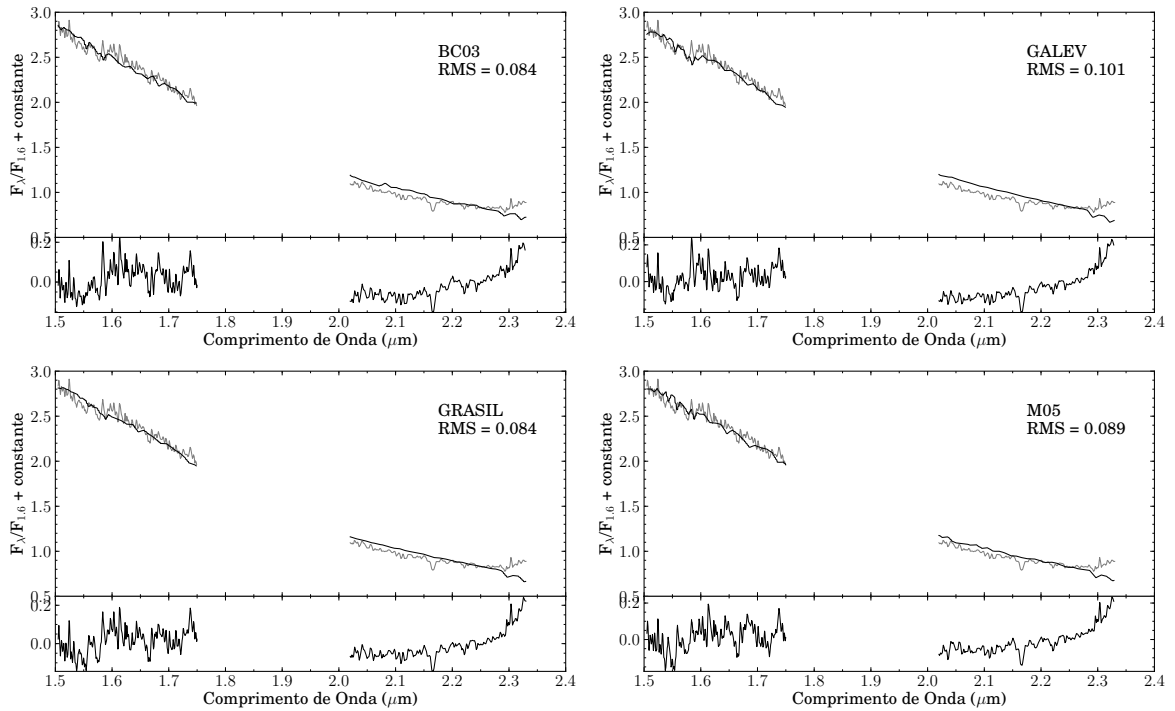


Figura A.7: Ajustes de espectros sintéticos ao espectro de NGC 6517.

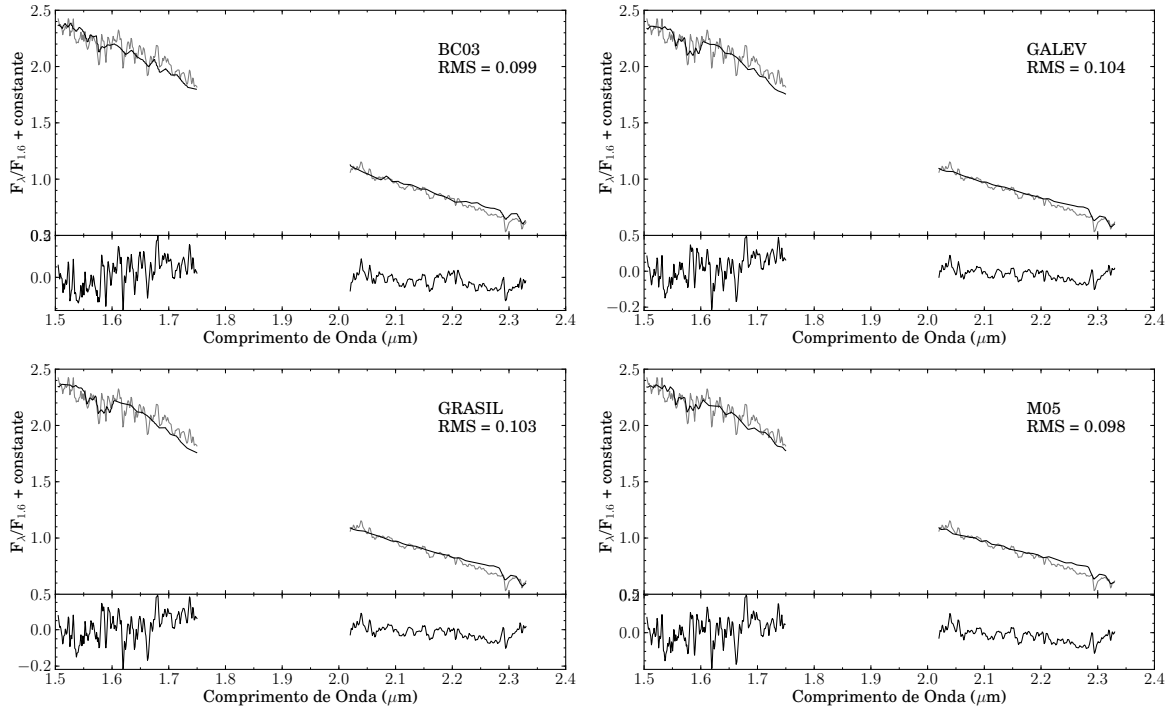


Figura A.8: Ajustes de espectros sintéticos ao espectro de NGC 6528.

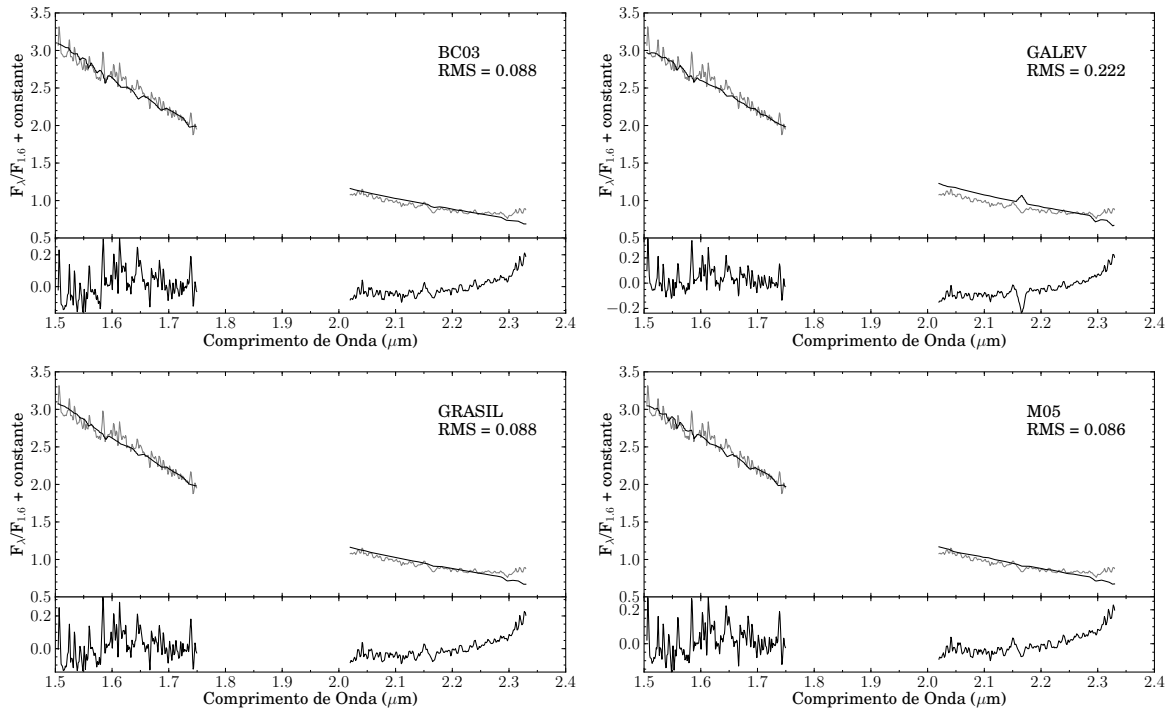


Figura A.9: Ajustes de espectros sintéticos ao espectro de NGC 6541.

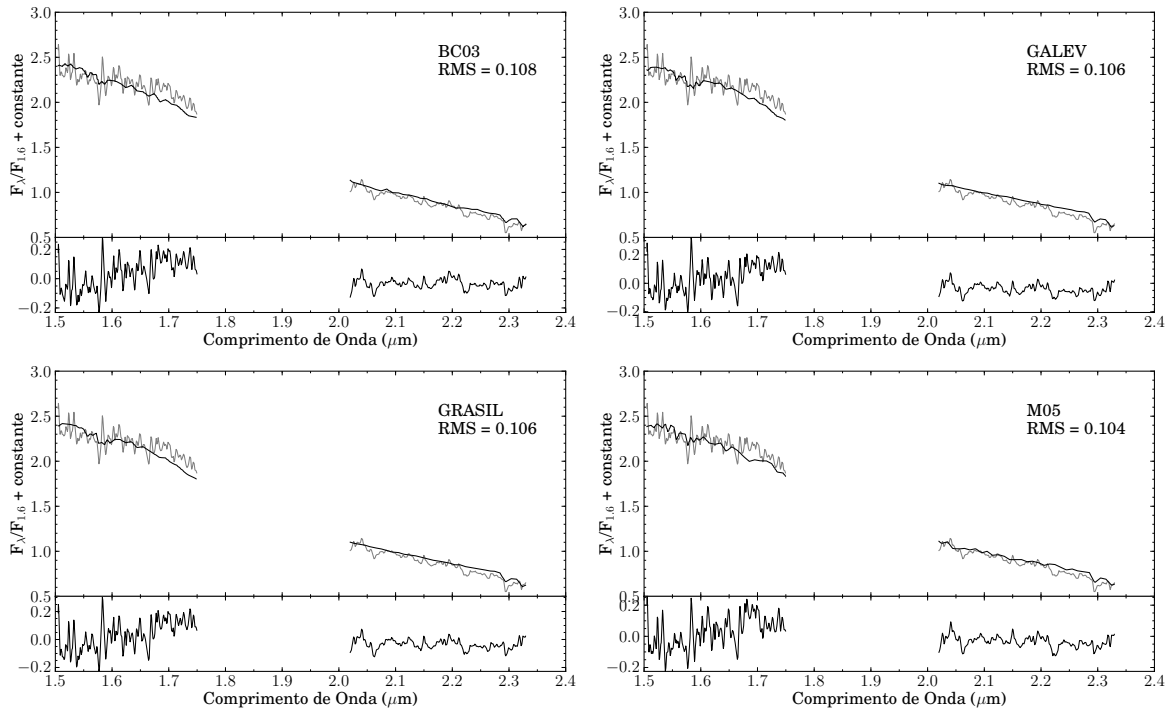


Figura A.10: Ajustes de espectros sintéticos ao espectro de NGC 6553.

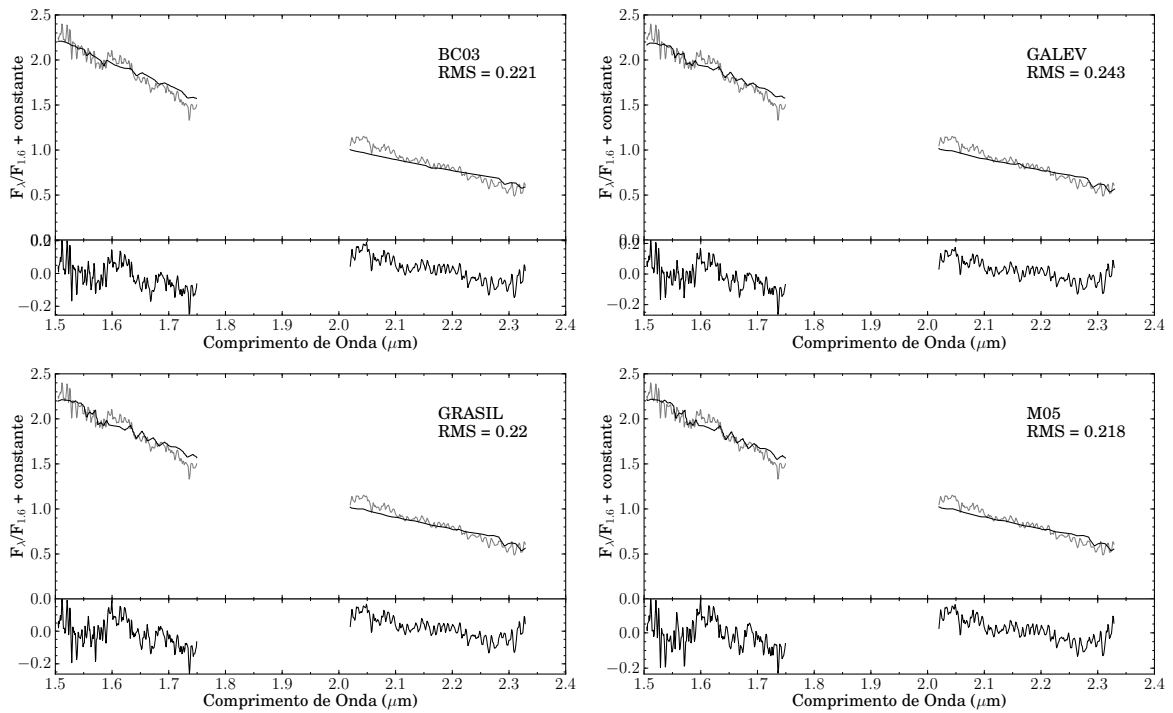


Figura A.11: Ajustes de espectros sintéticos ao espectro de NGC 6864.

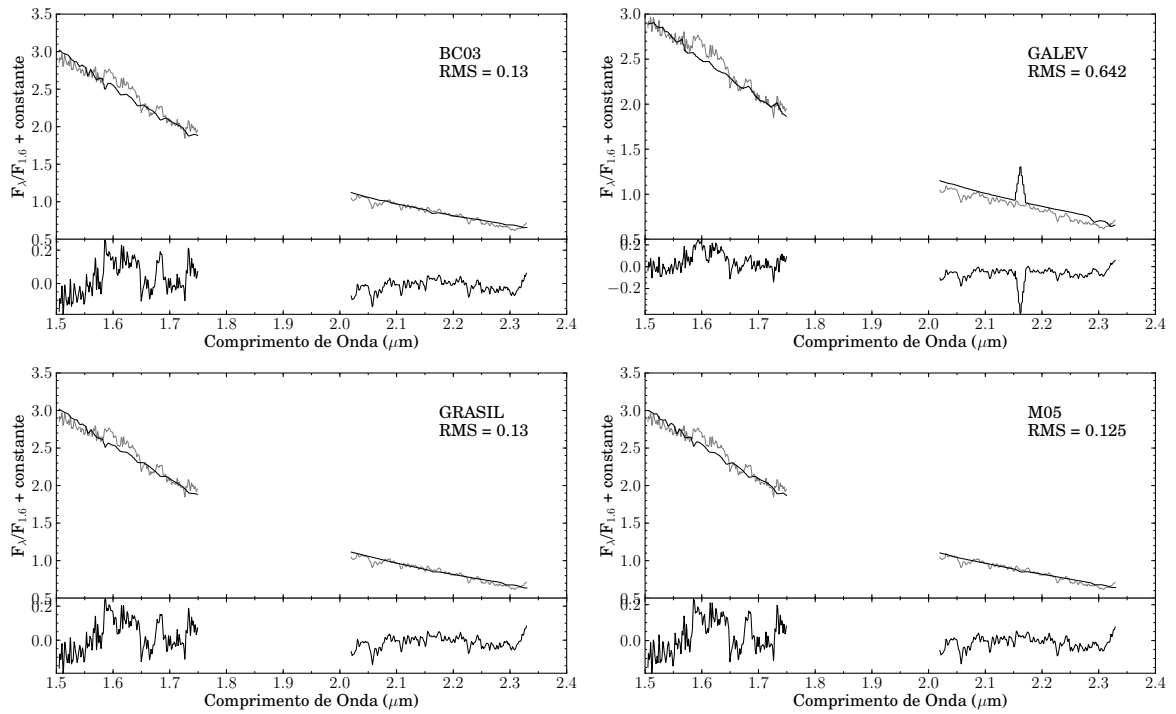


Figura A.12: Ajustes de espectros sintéticos ao espectro de NGC 7078.



## *Referências Bibliográficas*

- Alongi, M. et al. Evolutionary sequences of stellar models with semiconvection and convective overshoot. I -  $Z = 0.008$ . *Astronomy & Astrophysics Supplement Series*, v. 97, p. 851–871, mar. 1993.
- Anderson, J. et al. Mixed populations in globular clusters: Et Tu, 47 Tuc? *The Astrophysical Journal Letters*, v. 697, p. L58–L62, maio 2009.
- Armandroff, T. E.; Zinn, R. Integrated-light spectroscopy of globular clusters at the infrared CA II lines. *The Astronomical Journal*, v. 96, p. 92–104, jul. 1988.
- Arp, H. C.; Baum, W. A.; Sandage, A. R. The color-magnitude diagram of the globular cluster M 92. *The Astronomical Journal*, v. 58, p. 4, fev. 1953.
- Ashman, K. M.; Zepf, S. E. *Globular Cluster Systems*. [S.l.: s.n.], 1998.
- Baade, W. The resolution of messier 32, NGC 205, and the central region of the andromeda nebula. *The Astrophysical Journal*, v. 100, p. 137, set. 1944.
- Barbuy, B. et al. VLT-FLAMES analysis of 8 giants in the bulge metal-poor globular cluster NGC 6522: oldest cluster in the Galaxy?. Analysis of 8 giants in NGC 6522. *Astronomy & Astrophysics*, v. 507, p. 405–415, nov. 2009.
- Bedin, L. R. et al.  $\omega$  Centauri: the population puzzle goes deeper. *The Astrophysical Journal Letters*, v. 605, p. L125–L128, abr. 2004.
- Bica, E.; Alloin, D. A base of star clusters for stellar population synthesis. *Astronomy & Astrophysics*, v. 162, p. 21–31, jul. 1986.
- Bica, E. et al. Globular cluster system and Milky Way properties revisited. *Astronomy & Astrophysics*, v. 450, p. 105–115, abr. 2006.
- Binney, J.; Merrifield, M. *Galactic Astronomy*. [S.l.: s.n.], 1998.
- Bochanski, J. J. et al. MASE: A new data-reduction pipeline for the magellan echellette spectrograph. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 121, p. 1409–1418, dez. 2009.
- Bressan, A. et al. Evolutionary sequences of stellar models with new radiative opacities. II -  $Z = 0.02$ . *Astronomy & Astrophysics Supplement Series*, v. 100, p. 647–664, set. 1993.
- Bruzual A., G. Spectral evolution of galaxies. I - Early-type systems. *The Astrophysical Journal*, v. 273, p. 105–127, out. 1983.
- Bruzual, G.; Charlot, S. Stellar population synthesis at the resolution of 2003. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 344, p. 1000–1028, out. 2003.

- Buzzoni, A. Evolutionary population synthesis in stellar systems. I - A global approach. *The Astrophysical Journal Supplement*, v. 71, p. 817–869, dez. 1989.
- Cassisi, S.; Castellani, M.; Castellani, V. Intermediate-age metal deficient stellar populations: the case of metallicity  $Z=0.00001$ . *Astronomy & Astrophysics*, v. 317, p. 108–113, jan. 1997.
- Cassisi, S. et al. Galactic globular clusters as a test for very-low-mass stellar models. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 315, p. 679–688, jul. 2000.
- Cesetti, M. et al. Early-type galaxies in the near-infrared: 1.5-2.4  $\mu\text{m}$  spectroscopy. *Astronomy & Astrophysics*, v. 497, p. 41–51, abr. 2009.
- Chabrier, G. Galactic stellar and substellar initial mass function. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 115, p. 763–795, jul. 2003.
- Charlot, S.; Bruzual, A. G. Stellar population synthesis revisited. *The Astrophysical Journal*, v. 367, p. 126–140, jan. 1991.
- Chen, X. Y. et al. Comparing six evolutionary population synthesis models by performing spectral synthesis for galaxies. *Astronomy & Astrophysics*, v. 515, p. A101+, jun. 2010.
- Cid Fernandes, R.; González Delgado, R. M. Testing spectral models for stellar populations with star clusters - I. methodology. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 403, p. 780–796, abr. 2010.
- Cid Fernandes, R. et al. The star formation history of Seyfert 2 nuclei. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 355, p. 273–296, nov. 2004.
- Cid Fernandes, R. et al. Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies - I. spectral synthesis method. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 358, p. 363–378, abr. 2005.
- Cohen, J. G.; Melendez, J. Outer Versus Inner Halo Globular Clusters: NGC 7492 Abundances. *The Astronomical Journal*, v. 129, p. 1607–1615, mar. 2005.
- Cushing, M. C.; Vacca, W. D.; Rayner, J. T. Spextool: a spectral extraction package for SpeX, a 0.8-5.5 micron cross-dispersed spectrograph. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 116, p. 362–376, abr. 2004.
- Faber, S. M. et al. Old stellar populations. II - an analysis of K-giant spectra. *The Astrophysical Journal Supplement*, v. 57, p. 711–741, abr. 1985.
- Fagotto, F. et al. Evolutionary sequences of stellar models with new radiative opacities. III.  $Z=0.0004$  and  $Z=0.05$ . *Astronomy & Astrophysics Supplement Series*, v. 104, p. 365–376, abr. 1994.
- Fagotto, F. et al. Evolutionary sequences of stellar models with new radiative opacities. IV.  $Z=0.004$  and  $Z=0.008$ . *Astronomy & Astrophysics Supplement Series*, v. 105, p. 29–38, maio 1994.
- Frogel, J. A. et al. An accurate, easy-to-use abundance scale for globular clusters based on 2.2 micron spectra of giant stars. *The Astronomical Journal*, v. 122, p. 1896–1915, out. 2001.

- Girardi, L. et al. Evolutionary tracks and isochrones for low- and intermediate-mass stars: From 0.15 to 7  $M_{\odot}$ , and from  $Z=0.0004$  to 0.03. *Astronomy & Astrophysics Supplement Series*, v. 141, p. 371–383, fev. 2000.
- Girardi, L. et al. Evolutionary sequences of stellar models with new radiative opacities. VI.  $Z=0.0001$ . *Astronomy & Astrophysics Supplement Series*, v. 117, p. 113–125, maio 1996.
- González Delgado, R. M.; Cid Fernandes, R. Testing spectral models for stellar populations with star clusters - II. Results. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 403, p. 797–816, abr. 2010.
- Gratton, R.; Sneden, C.; Carretta, E. Abundance variations within globular clusters. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, v. 42, p. 385–440, set. 2004.
- Harris, W. E. A catalog of parameters for globular clusters in the milky way. *The Astronomical Journal*, v. 112, p. 1487, out. 1996.
- Ivanov, V. D. et al. A medium-resolution near-infrared spectral library of late-type stars. I. *The Astrophysical Journal Supplement*, v. 151, p. 387–397, abr. 2004.
- Kennicutt JR., R. C. The global Schmidt law in star-forming galaxies. *The Astrophysical Journal*, v. 498, p. 541, maio 1998.
- King, I. The structure of star clusters. I. an empirical density law. *The Astronomical Journal*, v. 67, p. 471, out. 1962.
- Kotulla, R. et al. GALEV evolutionary synthesis models - I. Code, input physics and web interface. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 396, p. 462–484, jun. 2009.
- Kroupa, P. The initial mass function of stars: evidence for uniformity in variable systems. *Science*, v. 295, p. 82–91, jan. 2002.
- Lançon, A.; Rocca-Volmerange, B. A library of near-IR stellar spectra from 1.328 to 2.5 microns. *Astronomy & Astrophysics Supplement Series*, v. 96, p. 593–612, dez. 1992.
- Le Borgne, J.-F. et al. STELIB: A library of stellar spectra at  $R \sim 2000$ . *Astronomy & Astrophysics*, v. 402, p. 433–442, maio 2003.
- Lejeune, T.; Cuisinier, F.; Buser, R. A standard stellar library for evolutionary synthesis. II. The M dwarf extension. *Astronomy & Astrophysics Supplement Series*, v. 130, p. 65–75, maio 1998.
- Lyubenova, M. et al. Integrated K-band spectra of old and intermediate-age globular clusters in the large magellanic cloud. *Astronomy & Astrophysics*, v. 510, p. A19+, fev. 2010.
- Mackey, A. D.; Gilmore, G. F. Comparing the properties of local globular cluster systems: implications for the formation of the Galactic halo. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 355, p. 504–534, dez. 2004.
- Mackey, A. D.; van den Bergh, S. The properties of Galactic globular cluster subsystems. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 360, p. 631–645, jun. 2005.
- Maiolino, R.; Rieke, G. H.; Rieke, M. J. Correction of the atmospheric transmission in infrared spectroscopy. *The Astronomical Journal*, v. 111, p. 537, jan. 1996.

- Maraston, C. Evolutionary synthesis of stellar populations: a modular tool. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 300, p. 872–892, nov. 1998.
- Maraston, C. Evolutionary population synthesis: models, analysis of the ingredients and application to high-z galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 362, p. 799–825, set. 2005.
- Marigo, P. et al. Thermally-pulsing asymptotic giant branch stars in the Magellanic Clouds. In: J. T. van Loon & J. M. Oliveira (Ed.). *IAU Symposium*. [S.l.: s.n.], 2009. (IAU Symposium, v. 256), p. 385–390.
- Marino, A. F. et al. Spectroscopic and photometric evidence of two stellar populations in the Galactic globular cluster NGC 6121 (M 4). *Astronomy & Astrophysics*, v. 490, p. 625–640, nov. 2008.
- Mateus, A. et al. Semi-empirical analysis of Sloan Digital Sky Survey galaxies - II. The bimodality of the galaxy population revisited. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 370, p. 721–737, ago. 2006.
- Miller, G. E.; Scalo, J. M. The initial mass function and stellar birthrate in the solar neighborhood. *The Astrophysical Journal Supplement*, v. 41, p. 513–547, nov. 1979.
- Milone, A. P. et al. Multiple stellar populations in the galactic globular cluster NGC 6752. *The Astrophysical Journal*, v. 709, p. 1183–1194, fev. 2010.
- Moreno, V.; Llorente de Andres, F.; Jimenez, J. A digital image processing method for automatic reduction of echelle spectrograms. *Astronomy & Astrophysics*, v. 111, p. 260–265, jul. 1982.
- Myers, A. T. et al. Metallicity and the universality of the initial mass function. *The Astrophysical Journal*, v. 735, p. 49, jul. 2011.
- Oliva, E.; Origlia, L. The OH airglow spectrum - a calibration source for infrared spectrometers. *Astronomy & Astrophysics*, v. 254, p. 466, fev. 1992.
- Oliva, E. et al. Red supergiants as starburst tracers in galactic nuclei. *Astronomy & Astrophysics*, v. 301, p. 55, set. 1995.
- Origlia, L.; Moorwood, A. F. M.; Oliva, E. The 1.5-1.7 micrometer spectrum of cool stars: Line identifications, indices for spectral classification and the stellar content of the Seyfert galaxy NGC 1068. *Astronomy & Astrophysics*, v. 280, p. 536–550, dez. 1993.
- Origlia, L.; Rich, R. M.; Castro, S. High-resolution infrared spectra of bulge globular clusters: Liller 1 and NGC 6553. *The Astronomical Journal*, v. 123, p. 1559–1569, mar. 2002.
- Origlia, L.; Valenti, E.; Rich, R. M. High-resolution infrared spectra of NGC 6342 and 6528: two moderately reddened bulge globular clusters. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 356, p. 1276–1282, fev. 2005.
- Origlia, L.; Valenti, E.; Rich, R. M. High resolution infrared spectra of NGC 6440 and NGC 6441: two massive bulge globular clusters. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 388, p. 1419–1425, ago. 2008.

- Panter, B. et al. The star formation histories of galaxies in the Sloan Digital Sky Survey. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 378, p. 1550–1564, jul. 2007.
- Panter, B. et al. The cosmic evolution of metallicity from the SDSS fossil record. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 391, p. 1117–1126, dez. 2008.
- Pickles, A. J. A Stellar Spectral Flux Library: 1150–25000 Å. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 110, p. 863–878, jul. 1998.
- Pillepich, A.; Porciani, C.; Hahn, O. Halo mass function and scale-dependent bias from N-body simulations with non-Gaussian initial conditions. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 402, p. 191–206, fev. 2010.
- Piotto, G. et al. A triple main sequence in the globular cluster NGC 2808. *The Astrophysical Journal Letters*, v. 661, p. L53–L56, maio 2007.
- Piskunov, N. E.; Valenti, J. A. New algorithms for reducing cross-dispersed echelle spectra. *Astronomy & Astrophysics*, v. 385, p. 1095–1106, abr. 2002.
- Prugniel, P.; Soubiran, C. A database of high and medium-resolution stellar spectra. *Astronomy & Astrophysics*, v. 369, p. 1048–1057, abr. 2001.
- Rayner, J. T.; Cushing, M. C.; Vacca, W. D. The Infrared Telescope Facility (IRTF) spectral library: cool stars. *The Astrophysical Journal Supplement*, v. 185, p. 289–432, dez. 2009.
- Renzini, A.; Fusi Pecci, F. Tests of evolutionary sequences using color-magnitude diagrams of globular clusters. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, v. 26, p. 199–244, 1988.
- Rich, R. M. et al. Discovery of extended blue horizontal branches in two metal-rich globular clusters. *The Astrophysical Journal Letters*, v. 484, p. L25+, jul. 1997.
- Riffel, R. et al. Panchromatic averaged stellar populations. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 411, p. 1897–1908, mar. 2011.
- Riffel, R.; Borges Vale, T. uc(pacce): Perl algorithm to compute continuum and equivalent widths. *Astrophysics and Space Science*, p. 187, jun. 2011.
- Riffel, R. et al. The first detection of near-infrared CN bands in active galactic nuclei: signature of star formation. *The Astrophysical Journal Letters*, v. 659, p. L103–L106, abr. 2007.
- Riffel, R. et al. The stellar populations of starburst galaxies through near-infrared spectroscopy. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 388, p. 803–814, ago. 2008.
- Rossi, C. et al. Interactive reduction of echelle spectrograms. *Astronomy & Astrophysics*, v. 143, p. 13–18, fev. 1985.
- Ruschel-Dutra, D. et al. The XDSPRES CL-based package for reducing OSIRIS cross-dispersed spectra. *ArXiv e-prints id:1107.1713*, jul 2011.
- Salaris, M.; Cassisi, S. *Evolution of stars and stellar populations*. [S.l.: s.n.], 2005.
- Salpeter, E. E. The luminosity function and stellar evolution. *The Astrophysical Journal*, v. 121, p. 161, jan. 1955.

- Sánchez-Blázquez, P. et al. Medium-resolution Isaac Newton Telescope library of empirical spectra. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 371, p. 703–718, set. 2006.
- Sandage, A. R. The color-magnitude diagram for the globular cluster M 3. *The Astronomical Journal*, v. 58, p. 61–75, 1953.
- Santos F. C. JR., J. et al. Template integrated spectra of star slusters. In: D. P. Geisler, E. K. Grebel, & D. Minniti (Ed.). *Extragalactic Star Clusters*. [S.l.: s.n.], 2002. (IAU Symposium, v. 207), p. 727.
- Santos JR., J. F. C.; Piatti, A. E. Ages and metallicities of star clusters: new calibrations and diagnostic diagrams from visible integrated spectra. *Astronomy & Astrophysics*, v. 428, p. 79–88, dez. 2004.
- Scalo, J. M. The initial mass function of massive stars in galaxies empirical evidence. In: C. W. H. De Loore, A. J. Willis, & P. Laskarides (Ed.). *Luminous Stars and Associations in Galaxies*. [S.l.: s.n.], 1986. (IAU Symposium, v. 116), p. 451–466.
- Schaller, G. et al. New grids of stellar models from 0.8 to 120 solar masses at  $Z = 0.020$  and  $Z = 0.001$ . *Astronomy & Astrophysics Supplement Series*, v. 96, p. 269–331, dez. 1992.
- Schulz, J. et al. Spectral and photometric evolution of simple stellar populations at various metallicities. *Astronomy & Astrophysics*, v. 392, p. 1–11, set. 2002.
- Silva, L. et al. Modeling the effects of dust on galactic spectral energy distributions from the ultraviolet to the millimeter band. *The Astrophysical Journal*, v. 509, p. 103–117, dez. 1998.
- Skrutskie, M. F. et al. The two micron all sky survey (2MASS). *The Astronomical Journal*, v. 131, p. 1163–1183, fev. 2006.
- Tinsley, B. M. Galactic evolution. *Astronomy & Astrophysics*, v. 20, p. 383, set. 1972.
- Tinsley, B. M.; Gunn, J. E. Evolutionary synthesis of the stellar population in elliptical galaxies. I - Ingredients, broad-band colors, and infrared features. *The Astrophysical Journal*, v. 203, p. 52–62, jan. 1976.
- Tody, D. The IRAF data reduction and analysis system. In: D. L. Crawford (Ed.). *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*. [S.l.: s.n.], 1986. (Presented at the Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference, v. 627), p. 733.
- Tody, D. IRAF in the nineties. In: R. J. Hanisch, R. J. V. Brissenden, & J. Barnes (Ed.). *Astronomical Data Analysis Software and Systems II*. [S.l.: s.n.], 1993. (Astronomical Society of the Pacific Conference Series, v. 52), p. 173.
- Vacca, W. D.; Cushing, M. C.; Rayner, J. T. A method of correcting near-infrared spectra for telluric absorption. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 115, p. 389–409, mar. 2003.
- Valenti, E.; Ferraro, F. R.; Origlia, L. Near-infrared properties of 24 globular clusters in the galactic bulge. *The Astronomical Journal*, v. 133, p. 1287–1301, abr. 2007.

Vollmann, K.; Eversberg, T. Remarks on statistical errors in equivalent widths. *Astronomische Nachrichten*, v. 327, p. 862, nov. 2006.

Wallace, L.; Hinkle, K. Medium-resolution spectra of normal stars in the K Band. *The Astrophysical Journal Supplement*, v. 111, p. 445, ago. 1997.

Zinn, R. The Galactic Halo Cluster Systems: Evidence for Accretion. In: G. H. Smith & J. P. Brodie (Ed.). *The Globular Cluster-Galaxy Connection*. [S.l.: s.n.], 1993. (Astronomical Society of the Pacific Conference Series, v. 48), p. 38.