

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

Fellipy Dias Silva

**Calibração Empírica de Índices de Absorção
Atômicos e Moleculares Usando a Base de
Dados Estelar do *SEGUE***

São Paulo

2014

Fellipy Dias Silva

Calibração Empírica de Índices de Absorção Atômicos e Moleculares Usando a Base de Dados Estelar do *SEGUE*

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

*Versão Corrigida. Original encontra-se disponível
na unidade.*

Área de Concentração: Astronomia

Orientadora: Prof.^a Dr.^a Thaís Eunice Pires

Idiart

São Paulo

2014

Dedico ao meu pai, seu Eduardo.

Agradecimentos

Primeiramente, agradeço ao INCT-A e à FAPESP (*Processo 2011/01889-6*) pelas bolsas concedidas durante o período de mestrado, e ao IAG-USP por ter cedido o espaço, ambiente e material adequados para o desenvolvimento deste trabalho.

Ao meu pai, a pessoa que ajudou a construir minhas bases e procurou entender e apoiar minhas decisões de vida, e às *meninas* (Ágatha, Bianca, Camila e Danielle), que sempre deram apoio, carinho e *ronronadas* no pescoço.

Agradeço à Prof^a. Thaís Idiart, que me orientou durante o período de mestrado e pela atenção dada a este trabalho e à minha relatora, a Prof^a. Cláudia M. de Oliveira, que me deu boas dicas quanto ao andamento da pesquisa e quais possibilidades poderiam ser abordadas no trabalho. Os professores com quem tive aula no período do mestrado também merecem atenção, pois eles me mostraram que ser astrônomo não é um trabalho fácil e que a vida é dura.

Também agradeço ao Prof^o. Antônio Carlos Tavares (*Jaiminho*), o primeiro astrônomo com quem tive contato e também o primeiro a me mostrar como a Astronomia pode ser realmente fascinante. E não posso esquecer dos professores Alexsandra, Evaldo e Eduardo, que foram as pessoas que perceberam esse meu gosto pela astronomia e me incentivaram para que eu seguisse essa jornada.

Um forte agradecimento ao pessoal de São Carlos com quem mantive contato depois que me mudei para São Paulo: Ana Rosa, *Any*, Camila, Iury, Joseana (*MacGyver*), Jordanna, Kawano, *Lucy*, Maria Angélica, Nathália, Túlio e Willian). Além disso, um agradecimento pela eterna amizade e pelos bons momentos ao pessoal do Grupo de Astronomia da UFSCar (Aloadir, Aruã, *Léo*, *Lyra*, Mari Matos, Pedro Paiva, *Space*). Um forte abraço ao prof. Gustavo Rojas, meu orientador no meu período de Iniciação Científica e um grande parceiro

e amigo que sempre me deu dicas, ajudou a desenvolver minhas ideias acerca da astronomia, e me deu uns *tapas na cara* sempre que foi necessário.

Agradeço também os meus amigos de Santos (Ana Paula, Ariadne, Douglas, Edgar, Érica, Fernanda Natasha, *Fê*, Iramaia, *Léo Moura*, Mainá, Maíra, Marjorie, Mariana, Michelle, Rafael Molica, Nathália, Nathaly, Suellen e Valéria) com quem compartilhei diversos momentos nessa vida e que, mesmo com a distância entre nós e diferentes rumos, nunca perdemos contato, mantendo uma forte amizade desde os tempos do *Universitas*.

Um abraço forte para a Aline Debrassi, Natália Amarinho e Tereza Satiko, que foram as pessoas com quem conversei muito nesse tempo e que me mostraram como é que seria a vida de pós-graduando, para a Mayara e o João (dois grandes amigos de Rio Claro) e para a Iara Tosta, que neste momento está se aventurando na Itália em seu início de Doutorado. Também merecem um agradecimento Aline Ribeiro e Adriana Cappa, que foram as psicólogas que ajudaram a me auto-conhecer e também a sobreviver no ambiente caótico que é São Paulo.

Agora voltando ao IAG, tem muita gente que preciso agradecer pela atenção e pelos inúmeros abraços compartilhados: desde as meninas da secretaria (*Concê*, Marina, Cida e Regina), passando pelos colegas de trabalho e da vida de pós-graduando que compartilharam lágrimas, suor, calor e ataques de histeria coletiva (Andressa, Bruno Quint, César, *Chuchu*, Diana, Felipe Santos, Graziela, Juliana, Monique, Larissa, Luis Kadowaki, Paulo Jakson, Pedro, Reinaldo, Tiago Ricci), dando um abraço ao pessoal da graduação e parando no pessoal da Sala F-309 (Bruno Mota, Daniel Moser, Márcia Leão e Leandro), que aguentaram conviver comigo nesses três anos em todos os momentos. Não posso esquecer de agradecer ao Prof. Eduardo Cypriano e toda a equipe do *Atendimento ao Público*, que foi uma das atividades que me fez continuar a seguir com a carreira de astronomia.

Pra finalizar, um obrigado ao pessoal de casa (Felipe Navarete, Jon, *Marcão* e Paulo Bianchi) que foram excepcionais pela amizade, companhia e apoio dado nesse último ano para que eu terminasse este trabalho.

Um forte abraço a todos vocês e *Obrigado Pelos Peixes!* =D

“A única forma de chegar ao impossível, é acreditar que é possível”

Lewis Carrol

“A questão do apaixonar-se pelo que se faz é contraditória. Ah, assim é o amor. Ora quer grudar, ora quer explodir.”

Mainá Santana

Resumo

A luz total integrada vinda de uma galáxia, bem como suas quantidades observadas (cores e espectros), depende das propriedades físicas das estrelas constituintes. A distribuição espectral de energia de uma galáxia ou aglomeração estelar é resultante da superposição da luz emitida por suas estrelas. Portanto, para reproduzir fluxos, cores e espectros de galáxias e aglomerados, é necessário se ter uma biblioteca da distribuição espectral de energia das populações estelares que as constituem. Neste trabalho, foi desenvolvida uma biblioteca de populações estelares simples, que contém informações como magnitudes absolutas, cores e índices espectroscópicos, com a finalidade de avaliar as idades e abundâncias químicas de uma população estelar.

Estrelas são formadas principalmente em aglomerações que podem ser denominadas Populações Estelares Simples (PES). Cada PES é constituída por um conjunto de estrelas de diferentes massas, mas que apresentam aproximadamente a mesma idade e abundância química. Portanto, para a construção de uma biblioteca de PES, o primeiro passo foi obter a variação dos índices espectrofotométricos com o estágio evolutivo (dados pelos parâmetros atmosféricos estelares) de estrelas de diferentes idades, massas e abundâncias químicas. Neste trabalho são apresentadas as calibrações dos índices espectroscópicos de Lick com os parâmetros atmosféricos estelares, utilizando espectros de cerca de 50 mil estrelas observadas pelo programa *SEGUE* (*SDSS*), e que também fornece os parâmetros atmosféricos para cada estrela observada. Para as magnitudes/cores, as calibrações foram obtidas com o uso de isócronas teóricas fornecidas na literatura. Usando estas calibrações, índices espectroscópicos integrados foram desenvolvidos para PES de diferentes idades, metalicidades e razões entre elementos $[\alpha/Fe]$. A qualidade da biblioteca da PES desenvolvida foi testada estimando as idades e metalicidades de uma amostra de aglomerados

globulares galácticos e extragaláticos, cujas idades e metalicidades foram determinadas através da análise de suas estrelas individuais. Como resultado, foi possível estimar a idade e metalicidade destes aglomerados e reproduzir algumas das informações espectrofotométricas coletadas em literatura. Entretanto, algumas idades estimadas indicaram discrepâncias que poderiam estar associadas ao índice $H\beta$ desenvolvido neste trabalho.

Abstract

The observed light of a galaxy and its characteristics (colors and spectra) depends of the physical properties of its stars. The distribution of spectral energy of a galaxy or a cluster can be understood as the result of the superposition of the light emitted by its stars. Therefore, to reproduce the fluxes, colors and spectra of galaxies or clusters, it is necessary to have a library of spectral energy distribution of stellar populations of each structure. In this work, a simple stellar population database was developed, with contains absolute magnitudes, colors and spectroscopic indices of Lick/IDS system, with the purpose of to evaluate ages and chemical abundances of a composite stellar population.

Stars are mainly formed in clustered mode, called Simple Stellar Population (SSP). Each SSP is constituted by a group of stars with contain same age and chemical abundance, but with different masses. Hence, to create the library of SSP, the first step was obtaining the variation of spectrophotometric indices with the evolutionary stage (atmospheric parameters) of stars of distinct ages, chemical abundances and masses. In this work are presented the calibrations of spectroscopic Lick indices with stellar atmospheric parameters, using spectra of about 50,000 stars observed by the program *SEGUE* (*SDSS*). This survey also gives the atmospheric parameters of each observed star. For the absolute magnitudes/colors, calibrations were obtained using theoretical isochrones given in literature. using all these calibration, the integrated spectrophotometric indices of SSP were derives for different ages, metallicities and $[\alpha/Fe]$ ratios. The quality of the developed SSP library was tested by estimating ages and metallicities for a sample of galactic and extragalactic globular clusters, which ages and metallicities were determined by the analysis of your individual stars. As a result, it was possible to estimate the age and metallicity of these clusters and reproduce some spectrophotometric data collected on literature.

However, some estimated ages indicated failures that could be associated with $H\beta$ index developed in this work.

Sumário

1. <i>Introdução</i>	19
1.1 A Síntese de Elementos Químicos	19
1.2 Estimando a Idade de Galáxias e Aglomerados	20
1.2.1 A Importância das Supernovas	21
1.2.2 Populações Estelares Simples	22
1.2.3 Espectros Observados <i>vs</i> Espectros Sintéticos	23
1.3 Estrutura do Trabalho	24
2. <i>Cálculo das Funções Empíricas</i>	29
2.1 O Catálogo Espectral	29
2.2 Os Índices de Lick	32
2.3 Determinação e Comportamento dos Índices	38
2.4 Funções Empíricas	48
3. <i>Síntese da Biblioteca de PES</i>	53
3.1 A Síntese de Cores Integradas	55
3.2 As Diferenças Entre as Isócronas	56
3.3 Síntese de Índices Integrados	64
3.4 Análise dos Índices Integrados	66
3.4.1 Ca 4227	72
3.4.2 G4300	72
3.4.3 Índices do Ferro (Fe 4383, Fe 4531, Fe 5015, Fe 5270, Fe 5335 e Fe 5406)	73
3.4.4 H β	75

3.4.5	Banda Mg ₂ e Linha Mg b	77
3.5	O Par Idade-Metalicidade	77
4.	<i>Banco de Dados</i>	81
5.	<i>Discussões e Resultados</i>	93
5.1	A Determinação de Idades e Índices Integrados	93
5.2	Soluções Obtidas	95
5.3	H β Medido nos Aglomerados	99
	<i>Referências</i>	103
	<i>Apêndice</i>	111
A.	<i>Ajustes com termos mistos</i>	113
A.1	Ajustes simples	114
A.2	Ajustes do tipo log (índice)	114
B.	<i>Catálogo de Aglomerados - Informações Adicionais</i>	117
B.1	Cálculo do Excesso de Cor	117
B.2	Outras Informações	117
B.3	Outros Índices Medidos	119

Lista de Figuras

2.1	Diagramas HR	31
2.2	Histogramas da amostra estelar	31
2.3	Representação do cálculo do Índice de Lick/IDS	33
2.4	Ca 4227 \times metalicidade e Ca 4227 \times log(g)	42
2.5	Ca 4227 \times T_{eff}	43
2.6	Fe 4668 \times metalicidade e Fe 4668 \times log(g)	43
2.7	H β \times T_{eff} e H β \times metalicidade	44
2.8	Mg ₂ \times metalicidade e Mg ₂ \times T_{eff}	45
2.9	Fe 5335 \times metalicidade, Fe 5335 \times log(g) e Fe 5335 \times T_{eff}	46
2.10	NaD \times metalicidade, NaD \times log(g) e NaD \times T_{eff}	47
2.11	Ajuste log(<i>indice</i>) para H β (razão não solar)	50
2.12	Ajuste log(<i>indice</i>) para Mg ₂ (razão não solar)	50
2.13	Ajuste log(<i>indice</i>) com termo misto para H β (razão não solar)	52
3.1	Magnitudes Integradas M_U , M_B e M_V	58
3.2	Comportamento das cores ($U - V$) e ($B - V$) (BaSTI)	59
3.3	Comparação entre magnitudes integradas dos modelos de Padova e BaSTI	61
3.4	Comparação entre cores integradas dos modelos de Padova e BaSTI	62
3.5	Comparação entre isócronas de Padova e BaSTI para $Z = 0.04$ (não solar)	63
3.6	Comparação dos índices integrados (diferentes isócronas)	67
3.7	Índices integrados Ca 4227, G4300 e Fe 4383	68
3.8	Índices integrados Fe 4531, H β e Fe 5015 e	69
3.9	Índices integrados Mg ₂ , Mg b e Fe 5270	70
3.10	Índices integrados Fe 5335 e Fe 5406	71

3.11	Análise do Ca 4227 para diferentes metalicidades	72
3.12	Análise do G4300 para diferentes metalicidades	73
3.13	Análise de Fe 4383, Fe 5270, Fe 5335 e Fe 5406 para diferentes metalicidades	74
3.14	Análise de Fe 4531 e Fe 5015 para diferentes metalicidades	75
3.15	Análise do $H\beta$ para $\tau \geq 7$ Gano	76
3.16	Análise do $H\beta$ para diferentes metalicidades	76
3.17	Análise dos índices Mg_2 e $Mg\ b$ para diferentes metalicidades	78
5.1	Soluções obtidas para a metalicidade	96
5.2	Soluções obtidas para a idade	96
5.3	Excesso de cor e cores ($B - V$) e ($U - V$) de acordo com as soluções obtidas	98
5.4	Índices espectroscópicos associados às soluções	99
5.5	Novas soluções sem o peso do $H\beta$	100

Lista de Tabelas

2.1	Índices de Lick, segundo Trager et al. (1998)	37
2.2	Subdivisão da amostra de estrelas de acordo com os parâmetros atmosféricos	39
2.3	Ajustes tipo simples (amostra solar)	49
2.4	Ajustes tipo simples (amostra não solar)	49
2.5	Ajustes $\log(\textit{indice})$ (razão solar)	51
2.6	Ajustes $\log(\textit{indice})$ (razão não solar)	51
3.1	Isócronas de Padova	56
3.2	Isócronas BaSTI	56
3.3	Coefficientes para os ajustes de M_U , M_B e M_V	63
3.4	Coefficientes para os ajustes de $(U - V)$, $(U - B)$ e $(B - V)$	64
3.5	Bandas fotométricas correspondentes aos índices	65
3.6	Coefficientes da equação 3.9	77
3.7	Coefficientes do ajuste 3.10	79
3.8	Coefficientes do ajuste 3.10	80
4.1	Informações sobre aglomerados	87
4.2	Índices de Lick dos aglomerados (I)	91
4.3	Índices de Lick dos aglomerados (II)	92
5.1	Variação associada ao Fe 5335	95
5.2	Variação associada a Mg_2 (razão solar)	95
5.3	Variação associada a Mg_2 (razão não solar)	95
A.1	Melhores ajustes tipo simples com termos mistos (razão solar)	114

A.2	Melhores ajustes tipo simples com termos mistos (razão não solar)	115
A.3	Melhores ajustes tipo log(<i>indice</i>) com termos mistos (razão solar)	115
A.4	Melhores ajustes tipo log(<i>indice</i>) com termos mistos (razão não solar)	116
B.1	Informações sobre aglomerados	118
B.2	Índices de Lick dos aglomerados (III)	119
B.3	Índices de Lick dos aglomerados (IV)	120

Introdução

1.1 A Síntese de Elementos Químicos

Desde a Idade Antiga procurou-se compreender como as substâncias observadas aqui na Terra variavam e se transformavam. Como consequência, começou a ser estabelecido o conceito de elemento químico que constitui a matéria. Desde Demócrito e Leucipo (sec. IV AEC) – os primeiros a enunciarem a ideia de estrutura atômica – até Gamow (1946), uma base teórica foi construída para explicar a origem dos diversos elementos químicos que constituem o Universo. As físicas clássica e nuclear, além da mecânica quântica, se uniram para explicar qualitativa e quantitativamente a fonte de energia das estrelas e a distribuição das abundâncias dos elementos químicos no Universo, dando origem às teorias de nucleossíntese primordial e estelar.

Atualmente, o que se conhece é que nos estágios iniciais de formação do Universo, enquanto o mesmo se resfriava com a expansão, reações termonucleares tornaram-se possíveis sob certas condições de temperatura e densidade. No final da *era dos léptons*, na qual se tem a completa formação das partículas fundamentais da matéria, iniciou-se a fase da nucleossíntese primordial. De acordo com o Modelo do *Big Bang*, minutos após ao seu início foram formados os primeiros núcleos atômicos. Alguns milhares de anos após, ocorreu o desacoplamento dos fótons da matéria (*era radiativa*), possibilitando a formação dos átomos neutros. A nucleossíntese primordial explica de forma eficaz a origem dos primeiros elementos presentes no Universo, como os isótopos mais simples do hidrogênio (^1H e ^2H), hélio (^3He e ^4He), berílio (^7Be) e lítio (^7Li).

Com o fim da *era da radiação*, na qual ocorreu o desacoplamento total dos fótons com a matéria, elementos leves e pesados começaram a ser formados por meio de reações ter-

monucleares nos interiores das primeiras estrelas. Desta forma, iniciou-se o processo de nucleossíntese estelar. Enquanto isso, estas primeiras estrelas começam a compor as primeiras grandes estruturas do Universo, como superaglomerados e aglomerados de galáxias.

Para alguns elementos leves como ${}^6\text{Li}$, Be e B, suas sínteses iniciais podem ser explicadas através da nucleossíntese interestelar, que inclui essencialmente os processos de *espalação*. Descrito pela primeira vez por Reeves (1970), este processo mostra como as partículas presentes no meio interestelar (geralmente composto por partículas de He, C, O ou N) interagem com raios cósmicos.

Desta forma, a existência e a distribuição dos elementos químicos e seus isótopos é consequência dos processos nucleares que ocorreram nos momentos iniciais de formação do Universo e, subsequentemente, em estrelas e no meio interestelar. Com um bom conhecimento a respeito da origem dos elementos químicos, a utilização da quantidade ou abundância destes como forma de datação da evolução – tanto do Universo em seus estágios finais de formação, quanto da posterior formação dos sistemas estelares – é uma metodologia bem sucedida, embora ainda tenha muitos problemas a resolver (como podem ser vistos em Pagel, 1994).

1.2 Estimando a Idade de Galáxias e Aglomerados

O procedimento de datação via abundâncias químicas permite a elaboração de modelos físicos que procuram explicar o comportamento e correlação dos elementos químicos com o tempo e, como consequência, compreender grande parte dos processos envolvidos na formação e evolução de galáxias e, também, de outras estruturas que compõem o Universo.

De maneira geral, as galáxias podem ser consideradas como sistemas estelares complexos, constituídos por estrelas, gás e poeira vinculados gravitacionalmente, onde a maior parte da matéria visível do Universo está concentrada. Através do estudo do conteúdo ou população estelar presente em galáxias, também é possível obter informações relevantes sobre seus processos de formação, enriquecimento químico e evolução temporal. Esta linha de pesquisa tem como base determinações da distribuição de idades, abundâncias químicas e propriedades dinâmicas de diferentes subsistemas estelares que formam cada galáxia.

As análises fotométricas feitas por Baade (1944) mostraram que uma galáxia poderia apresentar, de acordo com a sua estrutura, diferentes perfis fotométricos de estrelas,

introduzindo desta forma os conceitos de população estelar para galáxias e aglomerações de estrelas. De forma simplificada, as estrelas podem ser divididas em dois tipos de população¹ (*populações I e II*) caracterizadas de acordo com a composição química, propriedades cinemáticas e distribuição espacial (Pagel, 2009). Neste último parâmetro, ele dependerá da estrutura que a galáxia possui (classificação morfológica). Além disso, com o conhecimento das abundâncias químicas é possível estimar a idade e tempo de vida destas populações, o que auxilia, neste caso, na elaboração de cenários que visam entender a estrutura e evolução² das galáxias.

1.2.1 A Importância das Supernovas

Nos anos 70, foram sugeridos métodos de datação que utilizam elementos produzidos por supernovas do tipo II e Ia e que são difundidos no meio interestelar por meio destes eventos explosivos (Chevalier, 1976; Tinsley, 1979). As supernovas de tipo II e Ia funcionam como uma espécie de “relógio” da formação de populações estelares, pois os elementos formados por ambos enriquecem o meio interestelar em escalas de tempo distintas.

As supernovas do tipo II (SNII) resultam da evolução de estrelas de alta massa ($m \geq 8 M_{\odot}$), portanto de menor vida média (4 a 50 milhões de anos), e são responsáveis pela produção da maior parte de elementos como oxigênio (O), neônio (Ne), magnésio (Mg), silício (Si), enxofre (S), cálcio (Ca) e titânio (Ti). Estes elementos são denominados elementos α , pois são formados pelo processo da captura de ${}^4\text{He}$ (ou partículas α) durante a queima hidrostática no interior de uma estrela massiva ou durante a explosão da mesma no processo de nucleossíntese explosiva. Já as supernovas de tipo Ia representam o estágio final da evolução de um sistema binário de estrelas, portanto de tempo de vida mais longo (1 a 2 bilhões de anos), e produzem a maior parte dos elementos do pico do ferro, como por exemplo o ferro (Fe), níquel (Ni), manganês (Mn) etc. Desta forma, se for medida, por exemplo, a razão de elementos α em relação do ferro ($[\alpha/Fe]$) na atmosfera de estrelas,

¹ Em resumo: estrelas de *população I* são mais azuladas e mais próximas ao plano galáctico, enquanto que estrelas de *População II* são mais avermelhadas, localizadas em regiões mais periféricas do disco galáctico.

² Atualmente, a formação e evolução de galáxias pode ser explicada de maneira geral por dois modelos: o modelo hierárquico (Searle e Zinn, 1978) e o colapso monolítico (Eggen et al., 1962). Estes cenários mostram como ocorreu a formação de algumas estruturas observadas dentro das galáxias, além de propriedades dinâmicas, cinemáticas e químicas.

pode-se ter uma ideia de quando se formou uma estrela ou até mesmo de sistemas estelares.

1.2.2 Populações Estelares Simples

Um modo de se compreender as outras galáxias é estudando em detalhes a Via Láctea e as galáxias mais próximas (como as Nuvens de Magalhães e algumas anãs esferoidais, por exemplo), já que nestes casos ainda é possível obter acesso individualmente às estrelas que as constituem. Medidas de abundâncias dos elementos α e de elementos do pico do ferro nas atmosferas estelares é uma forma adequada de datação, pois refletem, com bastante precisão, as abundâncias do meio interestelar onde essas estrelas se formaram (abundância original). Para populações de sistemas estelares mais distantes, o estudo destas pode ser feito somente através de sua luz integrada, já que não temos acesso às informações de suas estrelas individualmente. Medidas de índices de cor e/ou absorção atômicos e moleculares (Faber et al., 1985) são um modo de analisar quantitativamente a luz total vinda das galáxias, obtendo assim informações sobre as abundâncias médias de elementos químicos e as idades médias das populações estelares que as formam.

As propriedades integradas observadas e o enriquecimento químico são resultantes de gerações sucessivas de estrelas, que são formadas principalmente em complexos estelares simples, como aglomerados abertos e globulares. Cada uma destas aglomerações estelares pode ser caracterizada por um intervalo curto de idade e abundância química, denominadas populações estelares simples (PES). Desta forma, a luz total emitida por uma galáxia pode ser considerada como uma superposição da luz vinda de cada PES, sendo que as distribuições resultantes de idades e abundâncias do conjunto das PES que compõem uma galáxia é consequência da sua história de formação estelar. Desta forma, para o estudo da luz total vinda de uma galáxia é necessário desenvolver modelos físicos que descrevam a história de formação de suas gerações de estrelas e também a história de seu enriquecimento químico. Tais modelos são denominados modelos de evolução química e, através deles, obtêm-se distribuições de idade e abundâncias químicas das PES que constituem uma dada galáxia, explicando-se assim suas propriedades integradas observadas, tais como cores e espectros.

1.2.3 Espectros Observados vs Espectros Sintéticos

Para construir os modelos que descrevam a luz integrada de uma galáxia, a síntese da PES é necessária. Inicialmente, supõe-se que uma aglomeração estelar seja composta por estrelas que se formaram aproximadamente numa mesma época e que possuam aproximadamente a mesma abundância química, mas com diferentes valores de massas. À medida que uma dada PES evolui, sua luz integrada sofre mudanças que dependerão diretamente do estágio evolutivo de cada estrela contida nesta população. Portanto, é necessário construir uma biblioteca de cores e índices espectrais de PES de diferentes idades, abundâncias químicas e distribuição de massas de estrelas.

O cálculo das cores e/ou espectro integrados de uma dada PES requer uma base de dados de índices fotométricos e espectroscópicos individuais de estrelas de diferentes massas e estágios evolutivos. Com isso, pode-se estimar a variação dos diferentes índices com os parâmetros atmosféricos estelares que caracterizam o estágio evolutivo de cada estrela, como a temperatura efetiva (T_{eff}), gravidade superficial ($\log(g)$) e abundância química³ ($\epsilon(X)$). A base de dados de índices espectrofotométricos de estrelas pode ser obtida observacionalmente ou através de modelos teóricos de atmosfera estelar. Neste último caso, os modelos de atmosfera reproduzem espectros sintéticos levando em conta as condições físicas internas da estrela, descrevendo desta forma o fluxo de energia emitido ao longo do espectro numa dada resolução.

A vantagem do uso de espectros sintéticos é que se pode obter espectros de uma quantidade ilimitada de estrelas, com todas as combinações possíveis de parâmetros atmosféricos e índices. Entretanto, os espectros sintéticos podem ter limitações em relação aos modelos atmosféricos utilizados, como o tempo necessário para a computar os dados, incertezas relacionadas a estes modelos ou até mesmo as informações de transições atômicas, que podem ser insuficientes para descrever um espectro estelar. Segundo Salaris e Cassisi (2005), um exemplo disso pode ser observado para estrelas com composição química similar à do Sol que, embora a maioria das linhas sejam reproduzidas, muitas linhas espectrais previstas por alguns modelos atmosféricos não são observadas no espectro solar. Além disso, as linhas reproduzidas apresentam uma intensidade diferente da observada, o que afeta

³ que pode ser definido como $\epsilon(X) = 12 + \log\left(\frac{n_X}{n_H}\right)$, onde n é o número de átomos de um dado elemento X.

principalmente a obtenção de magnitudes para os sistemas de filtros de banda estreita e o cálculo de índices espectroscópicos.

Já uma base de dados observacional tem a vantagem de se ter espectros reais; porém, a precisão da metodologia fica dependente da amostra de estrelas que está sendo utilizada. Nos últimos anos, novos mapeamentos que tentam cobrir boa parte de todo o céu conhecido forneceram novas bibliotecas de espectros observados em média resolução. Um exemplo destes *surveys* foi o realizado pelo programa *SDSS-III*⁴, que mapeou cerca de um quarto de toda a esfera celeste, ajudando a determinar posições, brilhos e distâncias de centenas de milhões de objetos celestes. Adicionalmente foram realizadas observações espectroscópicas de milhares de objetos, gerando assim um banco de dados que inclui informações espectrais de estrelas, aglomerados e galáxias. Um exemplo disso é o mapeamento realizado pelo programa *Sloan Extension for Galactic Understanding and Exploration (SEGUE)*, ver Yanny et al., 2009), cujos detalhes podem ser vistos na seção 2.1.

1.3 Estrutura do Trabalho

O objetivo deste trabalho é a construção de uma nova biblioteca de PES para o estudo de populações estelares em galáxias. Como já descrito anteriormente, para a construção desta biblioteca é necessário obter as relações entre os índices de cor e espectroscópicos em função dos parâmetros atmosféricos de cada tipo de estrela (T_{eff} , $\log(g)$ e $\epsilon(X)$). O parâmetro de abundância utilizado será representado por dois tipos de abundância: a metalicidade⁵ ($[Fe/H]$) e a razão de abundância $[\alpha/Fe]$. Portanto, será levado em consideração o enriquecimento químico no tempo de uma população de estrelas dado por $[Fe/H]$ e também o relógio de formação desta população dado pela razão de elementos α .

Para calibrar as magnitudes ou cores em função dos parâmetros atmosféricos estelares, optou-se pelo uso de isócronas teóricas fornecidas em literatura pelo grupo de Padova e o pacote BaSTI (referências contidas no capítulo 3). Estes conjuntos de isócronas fornecem as magnitudes absolutas ou cores de estrelas de diferentes massas e estágios evolutivos. Portanto, é possível obter as magnitudes/cores integradas de uma PES diretamente através

⁴ Sigla em inglês para *Sloan Digital Sky Survey*. Mais informações sobre este *survey* pode ser vistas em <http://www.sdss.org/>.

⁵ Abundância de Fe em relação ao H comparado à Abundância de Fe solar: $[Fe/H] = \epsilon(Fe) - (\epsilon(Fe))_{\odot} = \log\left(\frac{n_{Fe}}{n_H}\right) - \log\left(\frac{n_{Fe}}{n_H}\right)_{\odot}$, sendo $\left(\frac{n_{Fe}}{n_H}\right)_{\odot} = 7.5$.

da integração em massa ao longo das isócronas, levando em consideração a distribuição de massa ou Função de Massa Inicial (FMI) da PES. Os detalhes desta etapa do trabalho são descritos no capítulo 3.

Na calibração dos índices de absorção atômicos e moleculares em função dos parâmetros atmosféricos estelares, foi usada como base de dados os espectros observados no programa *SEGUE*. Esta extensão do programa *SLOAN* contém espectros de cerca de 240 mil estrelas, com parâmetros atmosféricos e abundâncias estimadas por diversas metodologias⁶, fornecendo assim uma ampla compilação de estrelas. Neste caso, foram estimadas de maneira empírica as funções $indice = f(T_{\text{eff}}, \log(g), [Fe/H], [\alpha/Fe])$, e vale ressaltar que as funções citadas não possuem um significado físico, indicando somente o grau de dependência dos índices com os diferentes parâmetros atmosféricos estelares. Alguns exemplos de funções empíricas podem ser vistos em Worthey (1994), Coelho (2004) e Schiavon (2007).

Pelo fato deste trabalho utilizar uma base de dados de estrelas que pertencem à nossa Galáxia, as funções empíricas devem ser calculadas de tal forma que permita a extrapolação para sistemas estelares cuja evolução química foi distinta da Via Láctea. De fato, outras galáxias terão razões de abundâncias compatíveis com diferentes histórias de formação estelar e enriquecimento químico. A extrapolação é possível, levando em consideração a razão de abundância $[\alpha/Fe]$ (Borges et al., 1995). O capítulo 2 apresenta uma análise aprofundada da variação dos índices com os parâmetros atmosféricos estelares e descreve o cálculo dos ajustes empíricos (seções 2.3 e 2.4, respectivamente).

A construção da biblioteca de PES é descrita no capítulo 3, onde é obtida a variação dos índices fotométricos e espectroscópicos em função da idade, abundância química e FMI. Todavia, as estimativas de idade e abundância de um sistema estelar simples ou complexo não são imediatas. O principal problema na análise da luz integrada vem da degenerescência entre a idade e a abundância (ver em Worthey et al., 1994). Por exemplo, o efeito resultante da luz integrada de uma PES mais jovem é o mesmo de uma população mais pobre em metal. Neste caso, o meio mais simples de quebrar esta degenerescência é através de um conjunto maior de índices espectrofotométricos que possuam índices mais sensíveis à idade e outros mais sensíveis à metalicidade. Um exemplo é discutido na seção 3.4.4, em que o índice espectroscópico do hidrogênio ($H\beta$) possui uma dependência

⁶ Alguns exemplos destes métodos podem ser vistos em Lee et al. (2008) e Lee et al. (2011).

bem maior com idade do que com a metalicidade, podendo então ser utilizado como um indicador de idade. A seção 3.4 analisa o comportamento com a idade e metalicidade dos diversos índices espectroscópicos calculados neste trabalho (ver tabela 2.1 da seção 2.2).

Para avaliar a capacidade da biblioteca de PES elaborada, foram pesquisados na literatura dados espectrofotométricos observados, idades e metalicidades de aglomerados globulares, conforme pode ser visto no capítulo 4. Nesta busca foi dada prioridade às metalicidades e idades que tenham sido estimadas através, respectivamente, de espectroscopia⁷ e do diagrama cor-magnitude de estrelas pertencentes aos aglomerados. A comparação com as idades e metalicidades de aglomerados – calculadas através da observação de suas estrelas individuais – dará uma ideia da qualidade da estimativa das idades e metalicidades calculadas através da síntese de PES desenvolvida neste trabalho.

Foram selecionados 49 aglomerados da Galáxia e das Nuvens de Magalhães, sendo que estas últimas apresentam um número significativo de aglomerados ricos em metais. A importância em fazer este teste para uma faixa mais extensa possível de metalicidade é que esta biblioteca poderá ser usada na síntese de sistemas extragalácticos que podem ser extremamente ricos em metais, como por exemplo em galáxias elípticas (Idiart et al., 2007 e referências inclusas). De maneira geral, galáxias elípticas possuem altos valores de $[Fe/H]$ e $[\alpha/Fe]$, o que indica um processo de formação estelar rápida, pois a maior parte da população de estrelas foi formada antes que a supernovas de tipo Ia enriquecessem o meio interestelar. Assim, a presença da razão de abundâncias de elementos α ($[\alpha/Fe]$) nas calibrações básicas dos índices com os parâmetros atmosféricos estelares é um modo de se levar em conta as diferentes histórias químicas de galáxias que se pretende estudar. O catálogo com a seleção de aglomerados globulares pode ser vista no capítulo 4.

No capítulo 5 é mostrada a aplicação da biblioteca de PES desenvolvida, tendo como objetivo estimar os melhores pares de idade e metalicidade que reproduzissem de forma mais aproximada as magnitudes absolutas, cores e índices de Lick observados para cada um dos aglomerados do capítulo 4. O desenvolvimento da rotina que procura as melhores soluções também é apresentado no capítulo 5, assim como uma comparação entre os dados listados em literatura com os dados reproduzidos neste trabalho. Percebe-se que o procedimento consegue descrever os dados espectrofotométricos, entretanto ainda é necessário entender alguns fatores que podem prejudicar a determinação das idades dos aglomerados.

⁷ análise das linhas do Fe I e Fe II.

Algumas das fontes de indeterminação que afetariam a procura dos pares de soluções são levantadas nas seções 5.2 e 5.3. As idades obtidas pela rotina mostrou como os índices espectroscópicos $H\beta$, Fe 5335 e Mg_2 podem afetar a determinação de uma solução mais adequada para a idade do aglomerado. Por fim, são realizados alguns testes em alguns aglomerados da amostra cujas soluções não foram bem determinadas para avaliar a influência destes índices citados sobre a idade estimada.

Cálculo das Funções Empíricas

2.1 O Catálogo Espectral

Para construir a biblioteca de PES, foi utilizada como base de dados espectros estelares do programa Sloan Extension for Galactic Understanding and Exploration (*SEGUE*), que contém centenas de milhares de espectros estelares com seus respectivos parâmetros atmosféricos já determinados. Neste *survey*, foram obtidos cerca de 240 mil estrelas da Via Láctea, com magnitudes variando entre +14.0 e +20.3, cobrindo uma faixa espectral de 3 900 a 9 000 Å.

Segundo Yanny et al. (2009), os dados foram obtidos com o objetivo de estudar a população estelar que compõe a Galáxia e obter vínculos que auxiliariam nos estudos de composição química, estrutura dinâmica e histórico da formação estelar. Conseqüentemente, o projeto fez um imageamento que cobriu cerca de $(3\,500^\circ)^2$, gerando espectros com resolução da ordem de $R \simeq 1\,800$ ($\sigma_i \simeq 2.8$ Å FWHM), já corrigidos do *redshift*.

Neste trabalho, foram selecionados cerca de 50 mil espectros do *SEGUE*, com a seguinte disposição de parâmetros:

- Temperatura efetiva (T_{eff}) de 4 000 a 8 000 K (fig. 2.2(a));
- Gravidade superficial ($\log(g)$) entre 1.25 e 5.00 (fig. 2.2(b));
- Metalicidade ($[Fe/H]$) entre -2.75 e 0.5 dex (fig. 2.2(c));
- Razão $[\alpha/Fe]$ variando entre 0 e 0.5 dex (fig. 2.2(d)).

Os três primeiros parâmetros atmosféricos da amostra foram determinados através de diversos procedimentos, detalhados em Lee et al. (2008) e Lee et al. (2008).

Para a determinação de $[\alpha/Fe]$, foi usado como critério a elaboração de espectros sintéticos¹ que melhor reproduzissem os parâmetros atmosféricos de cada objeto da biblioteca escolhida, dentro da região espectral de 4500 a 5500 Å. Desta forma, foram construídas funções que vinculassem os fluxos dos índices sintéticos com os reais a partir de T_{eff} , $\log(g)$, $[Fe/H]$ e $[\alpha/Fe]$, conforme descrito no trabalho de Lee et al. (2011). Como resultado final, o valor de $[\alpha/Fe]$ foi obtido fixando o valor de T_{eff} , obtendo assim uma faixa de valores para as outras variáveis de tal forma que χ^2 fosse mínimo.

Para uma comparação dos resultados, Lee et al. (2011) determinou o valor da razão $[\alpha/Fe]$ a partir da média ponderada dos índices de absorção de alguns elementos α – como Mg, Si, Ti e Ca – de espectros presentes na biblioteca ELODIE (Moultaka et al., 2004).

Um ponto a ser comentado é que, embora tenha sido feita uma comparação a partir da média ponderada, não houve um procedimento padrão para determinar o erro da razão $[\alpha/Fe]$ medida. A imprecisão na determinação do erro desta razão é descrita pelo próprio autor do projeto². Desta forma, para evitar uma maior influência do parâmetro $[\alpha/Fe]$ nos ajustes e na síntese das populações, foi decidido separar a amostra de espectros em dois tipos, que foram categorizados de acordo com as observações feitas sobre os índices medidos na amostra:

- **Razão $[\alpha/Fe]$ solar** ($[\alpha/Fe] < 0.2$ dex): totalizando 38 241 estrelas;
- **Razão $[\alpha/Fe]$ não solar** ($[\alpha/Fe] \geq 0.2$ dex): totalizando 13 139 estrelas.

Verificou-se (ver seção 2.3) que os índices, de acordo com a razão $[\alpha/Fe]$, apresentavam comportamentos similares em relação aos parâmetros atmosféricos, cuja razão $[\alpha/Fe] = 0.2$ dex poderia ser usada como uma referência para separar as amostras. A figura 2.1 exibe os diagramas HR para cada conjunto de espectros utilizados.

¹ espectros sintéticos produzidos com o programa *Turbospectrum* (Alvarez e Plez, 1998) e em modelos atmosféricos desenvolvidos por Castelli e Kurucz (2003).

² Ver em <http://www.sdss3.org/dr8/spectro/sspp.php>.

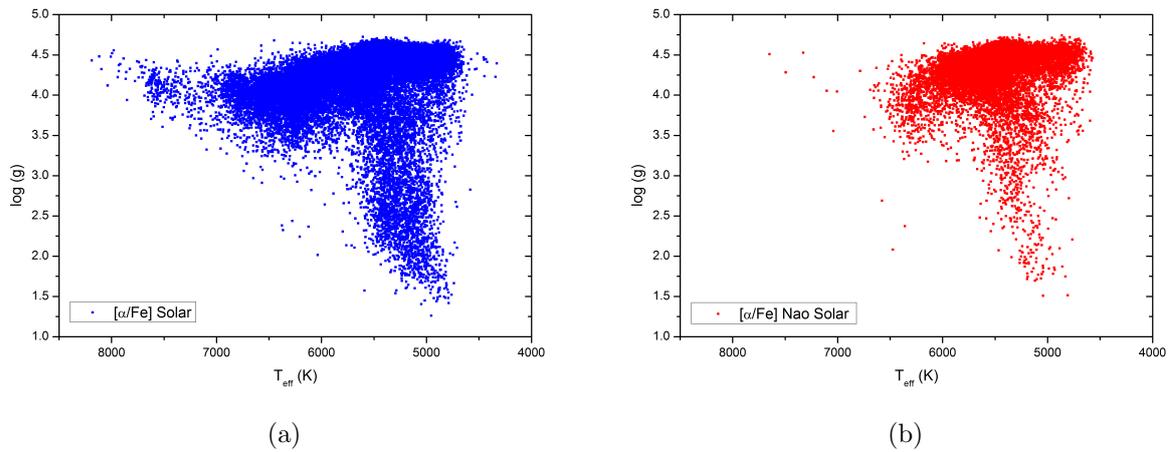


Figura 2.1: Diagrama HR da amostra de estrelas, separadas por razão $[\alpha/Fe]$ solar (a) e não solar (b).

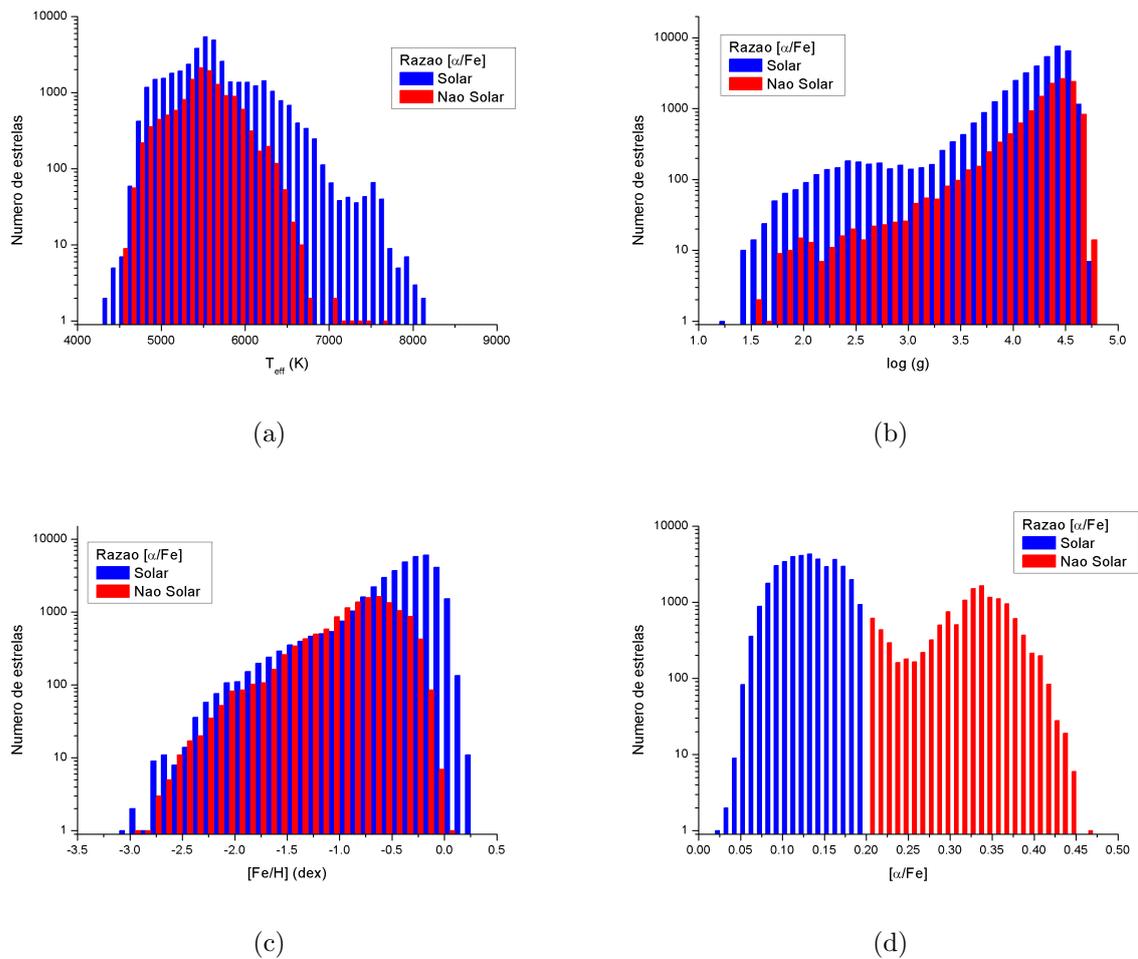


Figura 2.2: Histograma da população estelar de acordo com os seguintes parâmetros atmosféricos: Temperatura efetiva (T_{eff}) (a), gravidade superficial ($\log(g)$) (b), metalicidade ($[Fe/H]$) (c) e razão $[\alpha/Fe]$ (d).

Os histogramas apresentados na figura 2.2 mostram a distribuição dos parâmetros atmosféricos da amostra de estrelas selecionada:

- Quanto à temperatura: a maioria das estrelas da amostra não solar apresentam temperaturas entre 5 000 e 6 500 K. Em relação à amostra não solar, a amostra solar apresenta uma maior quantidade de estrelas com temperaturas acima dos 6 500 K (fig. 2.2(a));
- Quanto à gravidade superficial: os dois conjuntos apresentam, em sua maioria, estrelas anãs sendo que a amostra solar apresenta uma maior quantidade de estrelas gigantes, isto é, com $1.75 \leq \log(g) \leq 2.75$ (fig. 2.2(b));
- Quanto à metalicidade: as duas amostras apresentam estrelas ricas em metais em sua maioria. Entretanto, a amostra solar apresenta uma maior quantidade de estrelas com metalicidades mais altas ($-0.25 \leq [Fe/H] \leq 0.25$ dex), enquanto que a amostra não solar apresenta uma grande quantidade de estrelas entre $-1.0 \leq [Fe/H] \leq -0.5$ dex (fig. 2.2(c)) – o que era esperado, pois reflete a evolução química da nossa Galáxia.

2.2 Os Índices de Lick

Historicamente, os primeiros trabalhos que abordavam as taxas de abundâncias de elementos químicos em outras galáxias surgiu por volta dos anos 70, quando começaram a ser analisadas correlações que poderiam existir entre as linhas de sódio e magnésio e as linhas de ferro e cálcio presentes em galáxias elípticas (Worthey, 1998). Entretanto, a baixa resolução dos dados impedia um estudo mais aprofundado das variações de abundância.

Mais tarde, Burstein et al. (1984) publicou uma série de índices que ajudaria a determinar a abundância química e idade de estrelas e estruturas mais complexas, como aglomerados e galáxias. Esta série de dados foi desenvolvida a partir de medidas feitas com o espectrógrafo IDS³ no observatório de Lick. Por conta disso, estes índices são conhecidos como sistema de Lick/IDS (ou apenas índices de Lick).

O sistema de índices foi desenvolvido a partir de observações de diversos tipos de estrelas na faixa de 4 000 a 6 200 Å, porém em baixa resolução (9 Å de largura a meia altura). A

³ Sigla do inglês: *Image Dissector Scanner*.

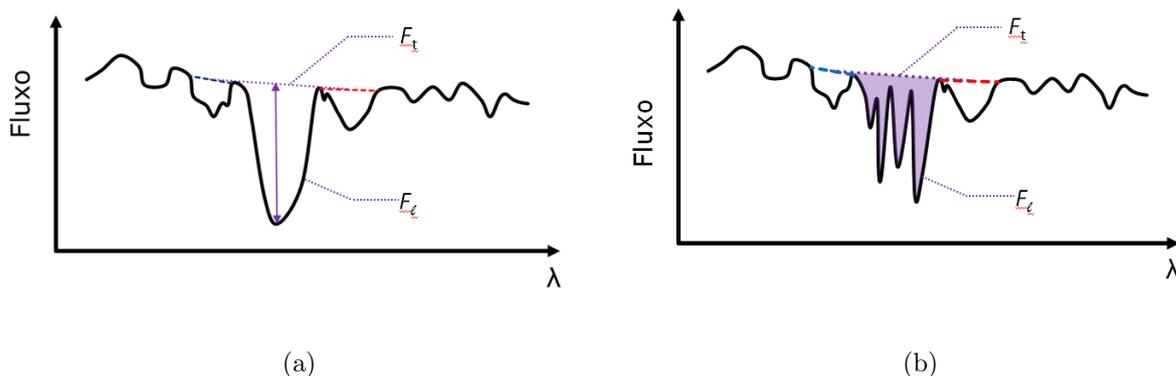


Figura 2.3: Representação gráfica do cálculo de um índice (a) e de de uma banda (b) definida pelo sistema de índices de Lick.

ideia era de obter índices que pudessem ser correlacionados os parâmetros atmosféricos das estrelas.

As regiões do pseudocontínuo para cada índice precisam seguir alguns critérios. O primeiro é que tais regiões precisam estar localizadas próximas da região do índice e terem linhas de absorção menos intensas que a do índice medido. Além disso, as regiões do pseudocontínuo não devem ser sensíveis ao alargamento ocasionado pela dispersão de velocidades.

Em cada uma das regiões do pseudocontínuo, é traçada uma reta a partir dos pontos de contínuo localizados nos dois lados de cada linha de absorção (retas azul e vermelha das figuras 2.3(a) e 2.3(b)). Nestas retas, determina-se o ponto médio de cada uma delas, traçando desta forma a reta que define o contínuo local do espectro (reta roxa nas duas imagens). Assim, com o contínuo definido, mede-se a largura equivalente da linha, cuja unidade é dada em \AA (ver figura 2.3(a)) no caso de linhas estreitas

Para as linhas largas (bandas), o procedimento é similar, contudo, calcula-se a área total (F_t , área em roxo da figura 2.3(b)), que seria o fluxo da linha em relação ao contínuo local do espectro naquela região (F_l); neste caso, o índice da banda (I_b) é medido em magnitudes através da expressão 2.1.

$$I_b = -2.5 \log \left[\frac{1}{\Delta\lambda} \int_{\lambda_i}^{\lambda_f} \frac{F_l}{F_t} d\lambda \right] \quad (2.1)$$

Na tabela 2.1, são mostrados os índices de acordo com a calibração estabelecida em Trager et al. (1998), que são medidos neste trabalho. Em populações estelares simples,

estes índices não só apresentam informações sobre a abundância destes elementos químicos, mas também informações sobre a idade, metalicidade, abundância de elementos do pico do Fe e elementos α .

Desde Burstein et al. (1984) até o momento, estes índices vêm sendo desenvolvidos e calibrados de tal forma que suas aplicações extraíam a maior quantidade de informações possíveis dentro de um espectro de baixa resolução. Um exemplo de calibração pode ser visto em Korn et al. (2005), onde foi analisado a influência causada pela abundância dos elementos químicos dentro de cada índice. Esta análise foi feita utilizando-se de modelos atmosféricos e espectros sintéticos de objetos bem conhecidos (como Sol e Arcturus). Também foi verificada a sensibilidade dos índices quanto à idade, variações de metalicidade e elementos α presentes na estrela.

Algumas das informações foram obtidas analisando os gráficos em relação aos parâmetros atmosféricos (ver seção 2.3), que possibilitaram compreender o comportamento de alguns dos índices estudados em relação aos parâmetros atmosféricos. Algumas das informações encontradas nestes gráficos já haviam sido descritas em alguns dos trabalhos sobre os índices de Lick (como Burstein et al., 1984; Worthey et al., 1994; Trager et al., 1998).

- **Ca 4227**: índice sensível a Z (metalicidade total), principalmente para estrelas anãs. É um excelente índice para determinar também a abundância de Ca no objeto, já que é fortemente dominado por linhas deste elemento.
- **Ca 4455**: com este índice, podem ser obtidas informações sobre as abundâncias de elementos pesados, como cálcio (Ca), manganês (Mn), titânio (Ti), zircônio (Zr), vanádio (V), níquel (Ni) e o ferro (Fe). De uma análise mais detalhada sobre a variação das abundâncias destes elementos dentro deste índice, Korn et al. (2005) verificaram que ele sofria maiores variações com o Ca, Fe, Cr e Z, com dependência do estágio evolutivo da estrela.
- **CN₁ e CN₂**: diferem entre si apenas pelas regiões onde o pseudocontínuo no azul é definido⁴. O índice CN₂ foi definido por Worthey et al. (1994) com a proposta de realizar a leitura do índice sem ter qualquer influência por conta da linha H δ ⁵. Suas medidas apresentam valores similares e ambos são indicados para avaliarem

⁴ Ambos medem a linha de absorção CN λ 4150.

⁵ Linha encontrada na faixa de $\lambda = 4100 \text{ \AA}$.

estruturas que contenham estrelas quentes. São sensíveis às abundâncias de C, N e O (Coelho et al., 2011).

- **Fe 4668 (ou C₂ 4668)**: é muito sensível à metalicidade e, principalmente, à emissão de C₂. Por conta disto, é possível analisar a abundância de C em relação aos outros metais e, sendo desta forma um índice importante para o estudo das galáxias.
- **Fe 5709 e Fe 5782**: mostram uma forte sensibilidade a Z porém, pequena para $\log(g)$. Conforme Korn et al. (2005), Fe 5709 é menos sensível ao Fe quando comparado ao Fe 5406, enquanto que Fe 5782 também pode ser utilizado para medir abundância de cromo (Cr).
- **Fe 5270 e Fe 5335**: índices altamente sensíveis a Fe, Mg e Z , sendo que Fe 5335 apresenta maior dependência com estes fatores. Também são sensíveis à temperatura e, como consequência, das idades.
- **Fe 5406**: segundo Korn et al. (2005), este é um dos melhores índices para determinar metalicidade. Entretanto, numa amostra que contenha um número significativo de gigantes ricas em metais, ajustes feitos com parâmetros fotométricos destas estrelas apresentam um valor superestimado para este índice. Uma das razões é devido à sua intensidade da linha, que é mais difícil de ser medida quando comparada com Fe 5270 e Fe 5335; portanto, observacionalmente eles são mais adequados para obter uma estimativa da metalicidade do objeto.
- **G4300**: não possui uma dependência forte com a temperatura, segundo Worthey et al. (1994). Desta forma, ajustes feitos com tal dependência poderiam ser de baixa qualidade; para melhorar, uma opção seria inserir termos mistos dentro das funções empíricas calculadas para este índice (ver seção 2.4). É um índice sensível à abundância de carbono e oxigênio, mas pouco sensível à razão $[\alpha/Fe]$ (Thomas et al., 2003).
- **H β** : é um índice pouco sensível à metalicidade. Entretanto, parece ser um candidato a indicador de idade, pois é altamente sensível à temperatura. Em Coelho et al. (2011), este índice foi estudado em conjunto com Fe 5406, do qual foi possível estimar a idade e a abundância de Fe. Em conjunto com $[MgFe]^6$, este diagrama forneceria

⁶ $[MgFe] = \sqrt{Mgb \cdot \langle Fe \rangle}$, sendo $\langle Fe \rangle = \frac{(Fe5270) + (Fe5335)}{2}$

a idade e a metalicidade total das PES.

- **Mg₁**: índice sensível à idade, abundância de CNO e amostras quentes de estrelas. Ele também é considerado como um bom índice para avaliar a metalicidade do objeto.
- **Mg₂**: tem maior sensibilidade à abundância de Mg quando comparado a Mg₁. E, assim como o **Mg b**, é um índice sensível à abundância de elementos α , à $[Fe/H]$ e também à idade.
- **NaD**: além do índice emitido pela estrela, a medida deste apresenta mais um fator de absorção causado pela presença do meio interestelar. Em objetos mais distantes, como aglomerados globulares em M31, o avermelhamento destes seriam resultantes do avermelhamento da poeira presente na Galáxia. É um índice pouco sensível à elementos α .

Tabela 2.1 - Índices de Lick, segundo Trager et al. (1998).

Índice	Banda passante (Å)	Pseudocontínuo		Unidade
		Azul (Å)	Vermelho (Å)	
CN ₁	4142.125 - 4177.125	4080.125 - 4117.625	4244.125 - 4284.125	mag
CN ₂	4142.125 - 4177.125	4083.875 - 4096.375	4244.125 - 4284.125	mag
Ca 4227	4222.250 - 4234.750	4211.000 - 4219.750	4241.000 - 4251.000	Å
G4300	4281.375 - 4316.375	4266.375 - 4682.625	4318.875 - 4335.125	Å
Fe 4383	4369.125 - 4420.375	4359.125 - 4370.375	4442.875 - 4455.375	Å
Ca 4455	4452.125 - 4474.625	4445.875 - 4454.625	4477.125 - 4492.125	Å
Fe 4531	4514.250 - 4559.250	4504.250 - 4514.250	4560.250 - 4579.250	Å
Fe 4668	4634.000 - 4720.250	4611.500 - 4630.250	4742.750 - 4756.500	Å
H β	4847.875 - 4876.625	4827.875 - 4847.875	4876.625 - 4891.625	Å
Fe 5015	4977.750 - 5054.000	4946.500 - 4977.750	5054.000 - 5065.250	Å
Mg ₁	5069.125 - 5134.125	4895.125 - 4957.625	5301.125 - 5366.125	mag
Mg ₂	5154.125 - 5196.625	4895.125 - 4957.625	5301.125 - 5366.125	mag
Mg b	5160.125 - 5192.625	5142.625 - 5161.375	5191.375 - 5206.375	Å
Fe 5270	5245.650 - 5285.650	5233.150 - 5248.150	5285.650 - 5318.150	Å
Fe 5335	5312.125 - 5352.125	5304.625 - 5315.875	5353.375 - 5363.375	Å
Fe 5406	5387.500 - 5415.000	5376.250 - 5387.500	5415.000 - 5425.000	Å
Fe 5709	5696.625 - 5720.375	5672.875 - 5696.625	5722.875 - 5376.625	Å
Fe 5782	5776.625 - 5796.625	5765.375 - 5775.375	5797.875 - 5811.625	Å
NaD	5876-875 - 5959.375	5860.625 - 5875.625	5922.125 - 5948.125	Å
TiO ₁	5936.625 - 5994.125	5816.625 - 5849.125	6038.625 - 6103.625	mag
TiO ₂	6189.625 - 6272.125	6066.625 - 6141.625	6372.625 - 6415.125	mag

2.3 Determinação e Comportamento dos Índices

Os índices de Lick, segundo Faber et al. (1985), foram definidos para espectros com resolução de 9 Å (FWHM), uma resolução mais baixa do que a obtida pelo *SEGUE*. Desta forma, foi necessário realizar uma degradação dos espectros coletados. Para isto, foi aplicada a rotina `gauss` do pacote de programas IRAF. Ela aplica uma função gaussiana sobre o espectro original (de resolução σ_i), com determinado σ_{Smooth} , que é obtido com o uso da equação de convolução 2.2, fornecendo assim a resolução σ_f desejada.

$$\sigma_f^2 = \sigma_i^2 + \sigma_{\text{Smooth}}^2, \text{ com } \sigma_i = \frac{R_i}{2\sqrt{2\ln 2}} \quad (2.2)$$

Os índices foram lidos a partir de rotinas criadas em FORTRAN para efetuar a medida dos índices de Lick para cada espectro com o auxílio do IRAF, divididas pelas seguintes etapas

- Listagem dos espectros e criação da lista de rotinas a serem executadas dentro do ambiente IRAF;
- Identificação das regiões dos índices de Lick dentro do espectro e cálculo dos seus respectivos índices;
- Indexação de todos os índices e as respectivas informações de cada espectro, cujo processo final é a saída de um arquivo com todas as informações das estrelas analisadas (parâmetros atmosféricos e índices medidos).

A obtenção destes dados possibilitou estudar o comportamento dos índices para cada parâmetro atmosférico e também para a razão $[\alpha/Fe]$.

O Comportamento dos Índices

Com os índices medidos para cada um dos espectros, foram gerados gráficos relacionando os índices com cada um dos parâmetros atmosféricos. Além de procurar entender o comportamento e a sensibilidade dos índices com cada um destes parâmetros, a análise gráfica permitiu descartar índices com medidas espúrias. Ao verificar os espectros destas

estrelas, constatou-se que alguns destes apresentaram algum defeito ocorrido com suas observações. Uma justificativa para tal defeito seria a presença de raios cósmicos, píxeis frios ou baixo sinal/ruído na região de medida dos índices.

Para analisar o comportamento dos índices e do tipo de população contida dentro destes perfis, a amostra foi subdividida usando outros parâmetros atmosféricos como critério. A justificativa para esta nova divisão é de analisar, em primeira aproximação, a população estelar contida na amostra; para isto, os parâmetros atmosféricos escolhidos para classificação foram a metalicidade ($[Fe/H]$) e a gravidade superficial ($\log(g)$), que separaria as estrelas da seguinte forma:

- Estrelas ricas e pobres em metais, de acordo com $[Fe/H]$;
- Estrelas gigantes e anãs, de acordo com $\log(g)$.

O critério final de classificação através destes parâmetros é visto na tabela 2.2, criando, desta forma, quatro tipos de populações em cada amostra.

Tabela 2.2 - Subdivisão da amostra de estrelas de acordo com os parâmetros atmosféricos

	$\log(g) \geq 4.0$	$\log(g) < 4.0$
$[Fe/H] \geq -1.5$	Anãs ricas	Gigantes ricas
$[Fe/H] < -1.5$	Anãs pobres	Gigantes pobres

Com as classificações prontas, foi desenvolvida uma rotina em FORTRAN que separa os diferentes tipos de estrelas dentro das populações de $[\alpha/Fe]$ solar e não solar. Este tipo de separação forneceu uma informação extra na análise nos gráficos: além de entender o comportamento de cada índice, também foi possível entender a sensibilidade de cada uma das populações em relação aos parâmetros atmosféricos.

Ao todo, foram preparados cerca de 150 gráficos seguindo esses critérios de análise. Todos eles foram analisados visando procurar comportamentos peculiares da amostra que pudessem ajudar na elaboração das funções empíricas. Dentre as características encontradas utilizando estes critérios de classificação, destacam-se os seguintes:

- **Ca 4227:** na faixa de $-1.0 \leq [Fe/H] \leq 0.0$, este índice apresenta uma faixa de dispersão dos índices para objetos ricos em metais. Com o aumento da razão $[\alpha/Fe]$,

verifica-se que as estrelas anãs pobres apresentam uma maior dispersão em seus índices (figs. 2.4(b) e 2.4(c)). Estes comportamentos corroboram com as informações descritas em Worthey et al. (1994), principalmente para amostras de anãs de baixa metalicidade. Como pode ser visto nas figuras 2.4(d) e 2.4(e), as anãs pobres apresentam índices maiores na amostra com razão $[\alpha/Fe]$ não solar. Este fato é interessante pois, considerando a evolução química da nossa Galáxia, as anãs pobres são objetos mais antigos que têm suas abundâncias dominadas por elementos gerados por supernovas tipo II (elementos α , como o cálcio, por exemplo).

- **G4300**: os índices apresentam fraca dependência com T_{eff} (fig. 2.5). Nas duas amostras, as gigantes pobres em metais apresentam um comportamento decrescente do índice em relação à temperatura, enquanto que as estrelas ricas em metais (anãs e gigantes) apresentam um comportamento similar, com um valor máximo⁷ de índice em torno de 5500 K. Na amostra não solar, as anãs pobres apresentam um comportamento parecido com as de alto $[Fe/H]$, porém na amostra solar estas anãs não apresentam uma dependência clara e se concentram numa região de temperatura entre 5500 e 6500 K.
- **Fe 4668**: percebe-se uma maior dispersão da amostra de estrelas ricas em metais, com uma forte dispersão em torno de $[Fe/H] = 0.0$; esta faixa de valor de metalicidade apresenta um comportamento menos expressivo com o aumento da abundância de elementos α (figs. 2.6(a) e 2.6(b)). Também é interessante notar que estrelas de metalicidade maior apresentam índices maiores com o aumento de $\log(g)$, enquanto que as de baixo $[Fe/H]$ têm uma zona bem delimitada de índices, que não varia com a gravidade superficial (fig. 2.6(c) e 2.6(d)). Outro ponto a notar é que a amostra com $[\alpha/Fe]$ solar apresenta índices maiores quando comparada à amostra não solar, o que é válido pois, devido à influência de supernovas tipo Ia no processo de evolução química, as estrelas mais metálicas com $[\alpha/Fe]$ solar, apresentarão maiores abundâncias de ferro.
- **H β** : Este índice apresenta uma forte sensibilidade com a temperatura e pouca sen-

⁷ Na amostra não solar (fig. 2.5(c)), as gigantes ricas acabam se concentrando na região de 5500 K. Entretanto, as estrelas fora deste campo seguem o mesmo padrão visto para estas estrelas na amostra solar.

sibilidade com $[Fe/H]$ (ver figuras 2.7(b), 2.7(c), 2.7(d) e 2.7(e)). Isso faz com que este índice seja um candidato a indicador de idade, sem que haja uma influência significativa da metalicidade. Os mesmos padrões são vistos nas amostras solar e não solar.

- **Mg₁, Mg₂ e Mg b:** as anãs ricas apresentam uma forte dispersão nos índices para a faixa de $-0.5 \geq [Fe/H] \geq 0.0$, mas com uma variação linear nos índices das estrelas gigantes com o aumento da metalicidade (figs. 2.8(b) 2.8(c)). O aspecto mais interessante é a alta sensibilidade dos índices exibida pelas anãs ricas em relação à temperatura (fig. 2.8(d)), pois percebe-se que estes índices tornam-se mais fracos com o aumento de T_{eff} . Para valores maiores de $[\alpha/Fe]$, percebe-se essa forte dependência quase linear para as outras populações; contudo as gigantes pobres apresentam comportamento linear, mas de um outra forma: seus índices não sofrem variação significativa com a temperatura (fig. 2.8(e)). Vale ressaltar que os comportamentos citados acima podem ser descritos na faixa de $T_{\text{eff}} \simeq 6\,500$ K. Acima deste valor, todas as populações apresentam índices próximos a zero.
- **Fe 5270, Fe 5335 e Fe 5406:** estes índices apresentam comportamentos similares em relação a temperatura, metalicidade e gravidade superficial. Quanto à metalicidade, as anãs ricas apresentam uma faixa de concentração maior entre -1 e 0 dex na amostra solar, com uma dispersão de índices maior quando comparadas à amostra não solar (figs. 2.9(b) e 2.9(c)); os outros tipos de estrelas apresentam uma dispersão de índices menor. Quanto à gravidade superficial (figs. 2.9(d) e 2.9(e)), as estrelas pobres em metais apresentam um comportamento mais ou menos constante nas duas amostras; entretanto, as estrelas ricas em metais apresentam uma maior dispersão com o aumento de $\log(g)$ (a amostra solar apresenta uma dispersão maior quando comparada com as estrelas ricas da amostra não solar). Já quanto à temperatura, as linhas de Fe, as anãs ricas em metais tendem a decrescer seus índices com o aumento da temperatura. As anãs pobres em metais, na amostra não solar, apresentam este mesmo comportamento (figs. 2.9(f) e 2.9(g)).
- **NaD:** as estrelas ricas em metais apresentam índices mais sensíveis ao aumento da razão $[\alpha/Fe]$, enquanto que as amostras mais pobres em elementos α apresentam índices maiores para altas metalicidades (fig. 2.10(b)). O mesmo comportamento

pode ser analisado para as anãs pobres em metais. Quanto à gravidade superficial, as populações seguem o mesmo comportamento das linhas Fe 5270, Fe 5335 e Fe 5406 (figs. 2.10(d) e 2.10(e)). E, assim como nas linhas do magnésio, As anãs ricas em metais apresentam índices mais sensíveis com o aumento da temperatura (figs. 2.10(f) e 2.10(g)).

Considerando o que já foi demonstrado em literatura (Korn et al., 2005; Thomas et al., 2003), existe uma dependência não desprezível de alguns índices com a razão $[\alpha/Fe]$. Isto significa que ao avaliar como os índices variam com os parâmetros atmosféricos das estrelas (T_{eff} , $[Fe/H]$ e $\log(g)$), a razão $[\alpha/Fe]$ deve ser levada em conta. Entretanto, devido à imprecisão na estimativa desta razão de abundâncias, decidiu-se não adicionar diretamente este parâmetro nas equações empíricas. Conseqüentemente, as funções empíricas a serem calculadas foram separadas em dois conjuntos, conforme descrito na seção 2.1.

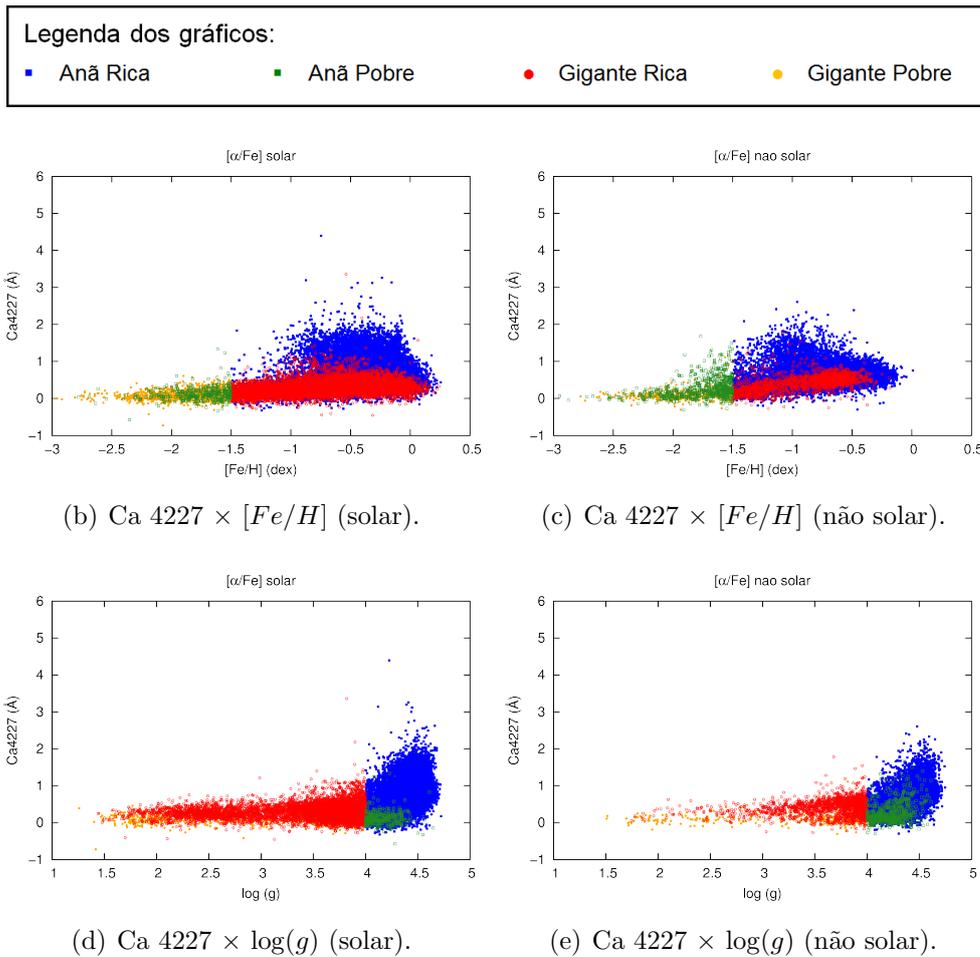


Figura 2.4: Índice espectroscópico Ca 4227 em função de $[Fe/H]$ (acima) e $\log(g)$ (abaixo) para as amostras solar (esquerda) e não solar (direita).

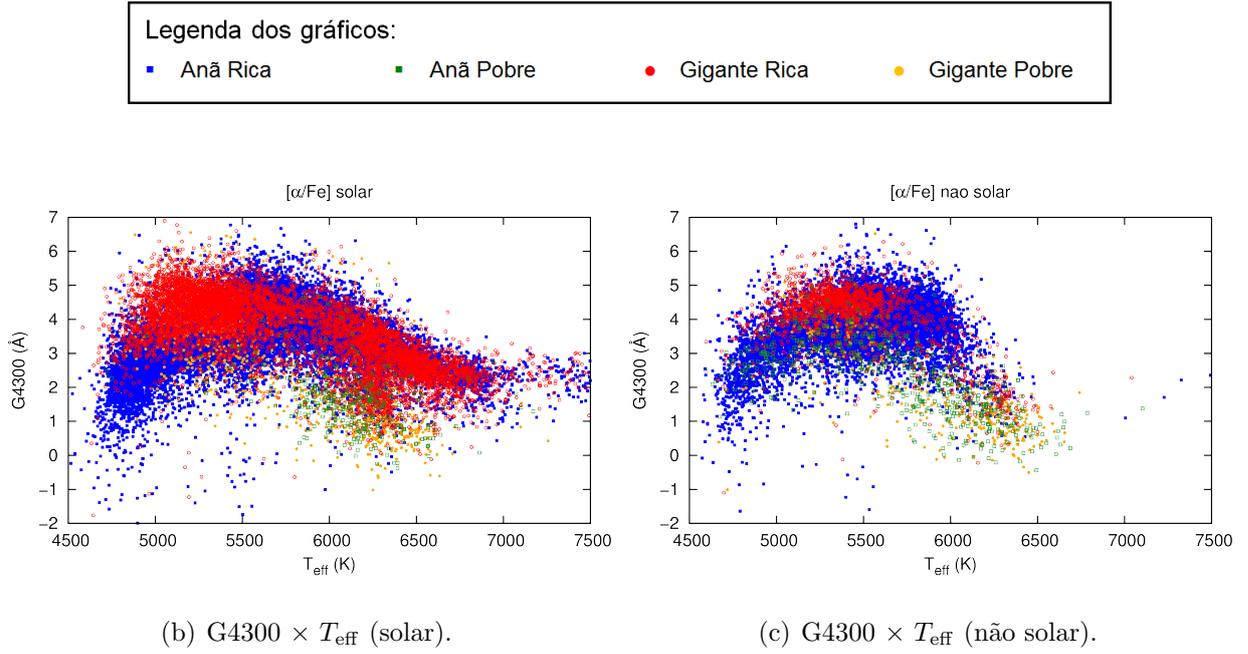


Figura 2.5: Índice espectroscópico G4300 em função de T_{eff} para as amostras solar (esquerda) e não solar (direita).

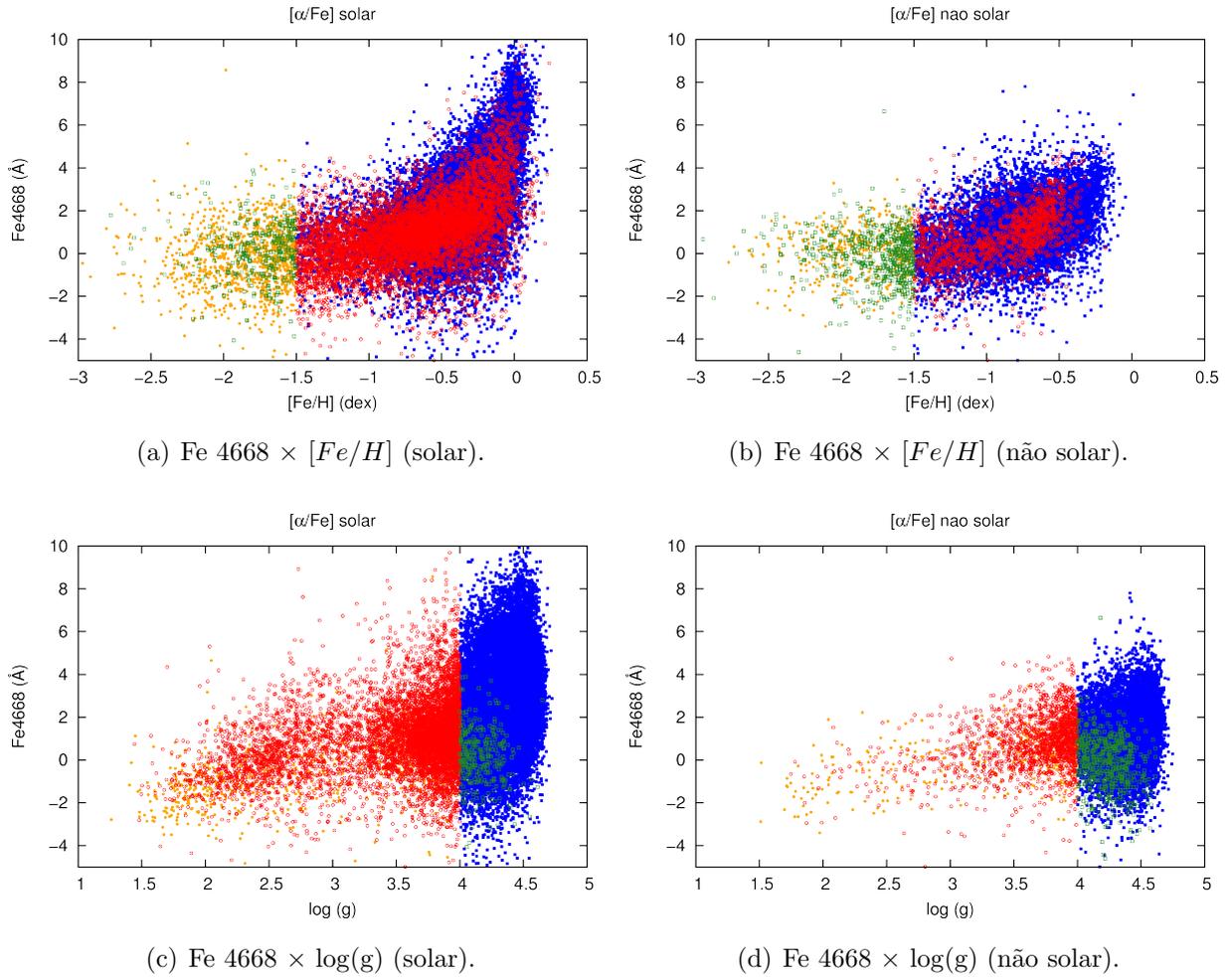


Figura 2.6: Índice espectroscópico Fe 4668 em função de $[Fe/H]$ (centro) e $\log(g)$ (abaixo) para as amostras solar (esquerda) e não solar (direita).

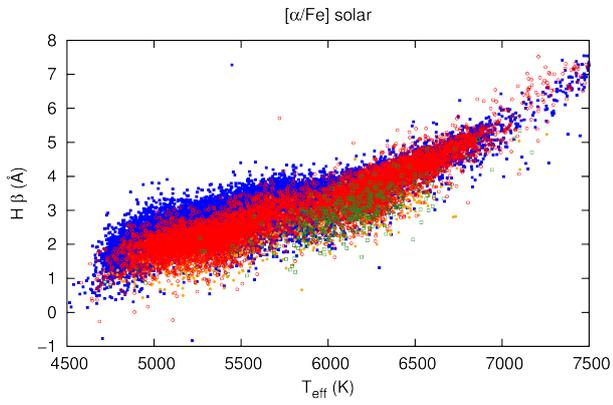
Legenda dos gráficos:

■ Anã Rica

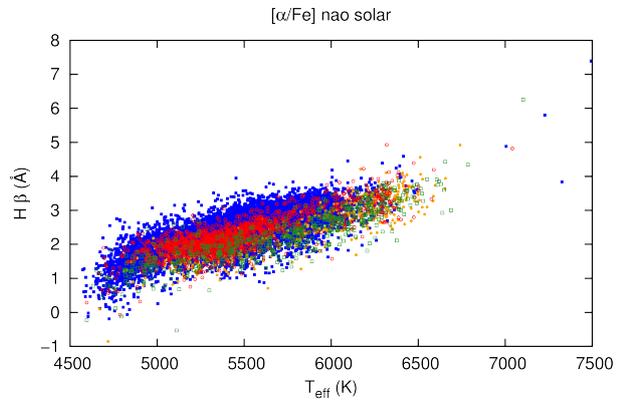
■ Anã Pobre

● Gigante Rica

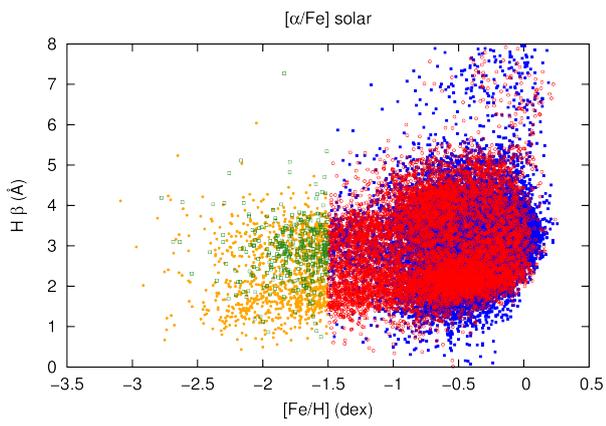
● Gigante Pobre



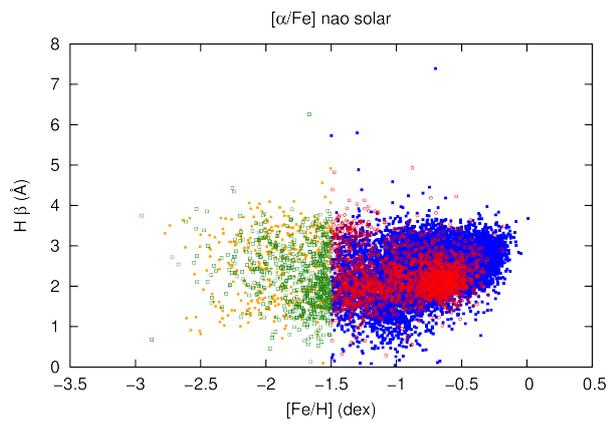
(b) $H\beta \times T_{\text{eff}}$ (solar).



(c) $H\beta \times T_{\text{eff}}$ (não solar).



(d) $H\beta \times [Fe/H]$ (solar).



(e) $H\beta \times [Fe/H]$ (não solar).

Figura 2.7: Índice espectroscópico $H\beta$ em função de $[Fe/H]$ e T_{eff} para as amostras solar (esquerda) e não solar (direita).

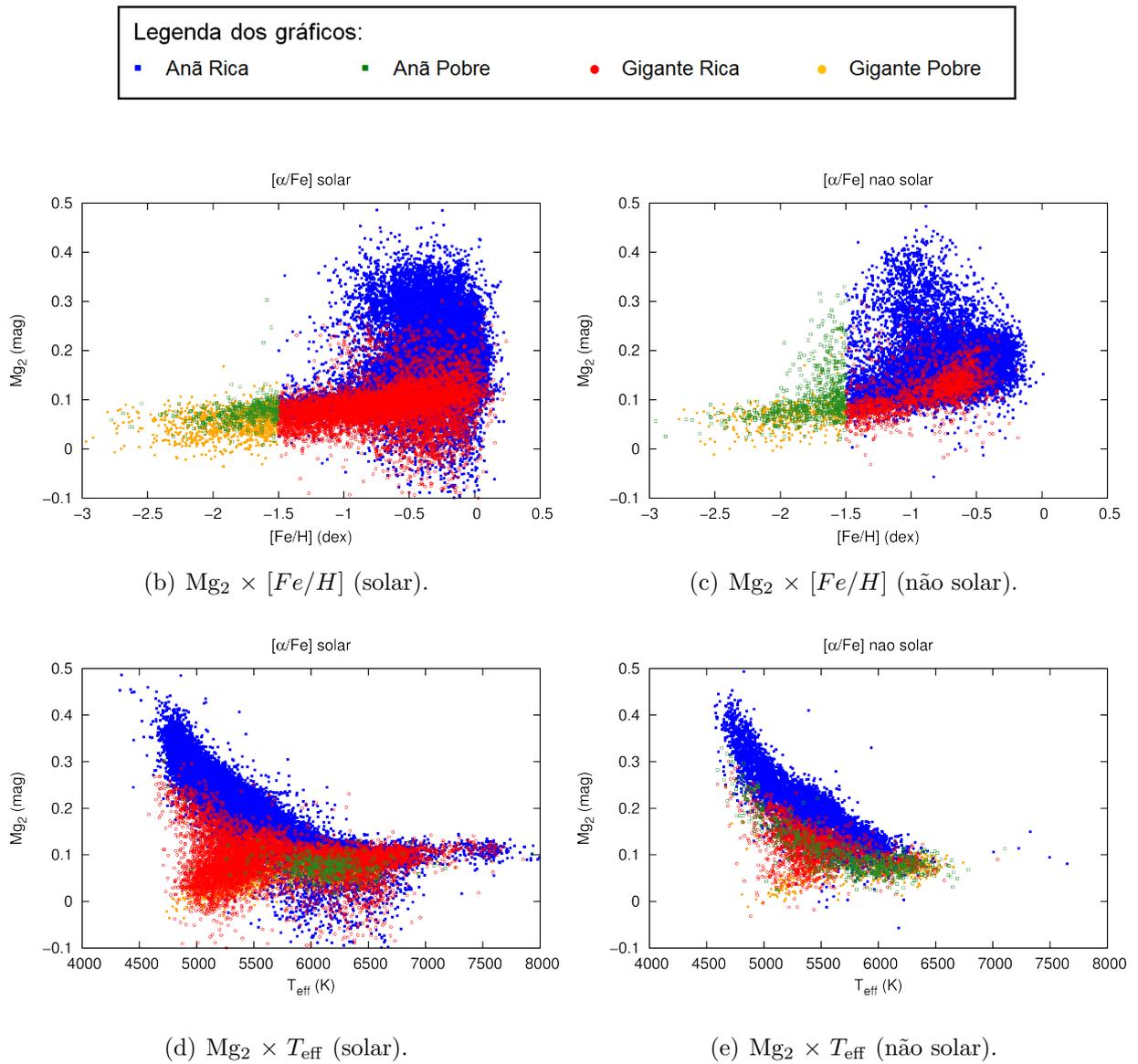


Figura 2.8: Índice espectroscópico Mg_2 em função de T_{eff} e $[Fe/H]$ para as amostras solar (esquerda) e não solar (direita).

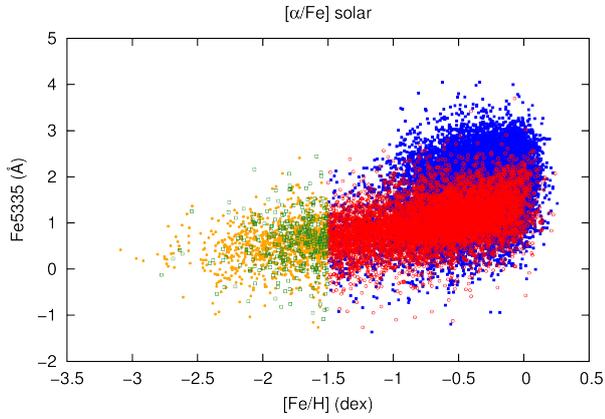
Legenda dos gráficos:

■ Anã Rica

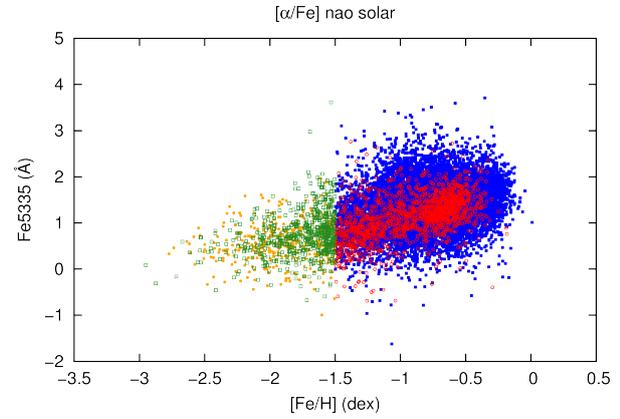
■ Anã Pobre

● Gigante Rica

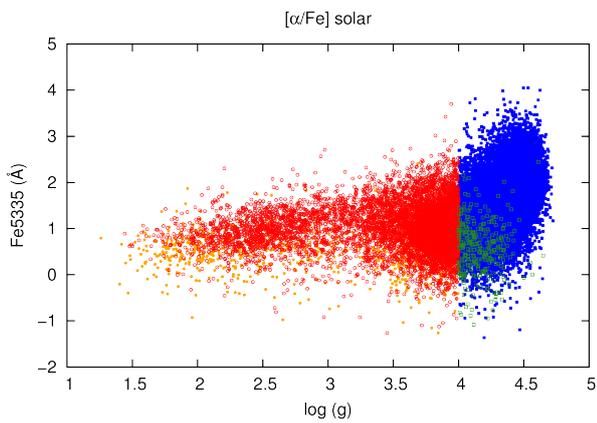
● Gigante Pobre



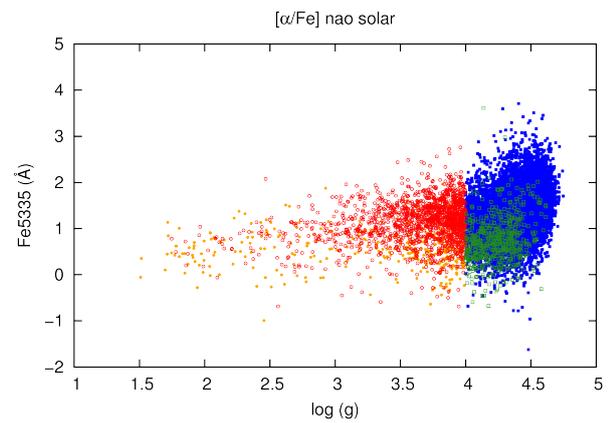
(b) Fe 5335 \times $[Fe/H]$ (solar).



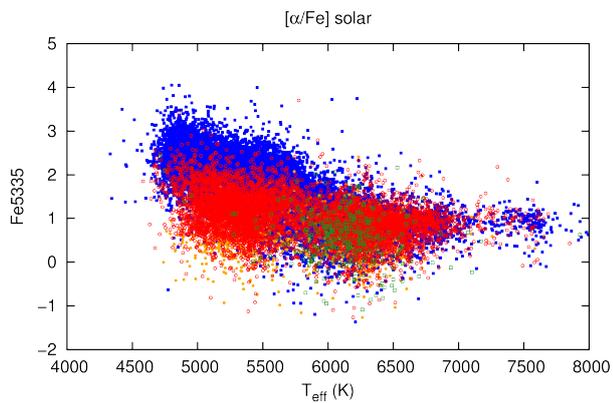
(c) Fe 5335 \times $[Fe/H]$ (não solar).



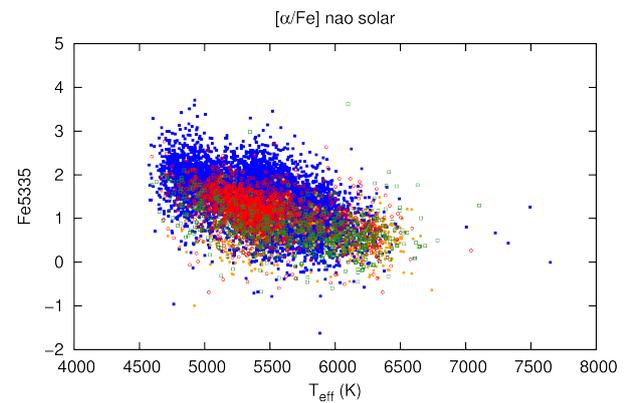
(d) Fe 5335 \times $\log(g)$ (solar).



(e) Fe 5335 \times $\log(g)$ (não solar).



(f) Fe 5335 \times T_{eff} (solar).



(g) Fe 5335 \times T_{eff} (não solar).

Figura 2.9: Índice espectroscópico Fe 5335 em função de $[Fe/H]$ (acima), $\log(g)$ (centro) e T_{eff} (abaixo) para as amostras solar (esquerda) e não solar (direita).

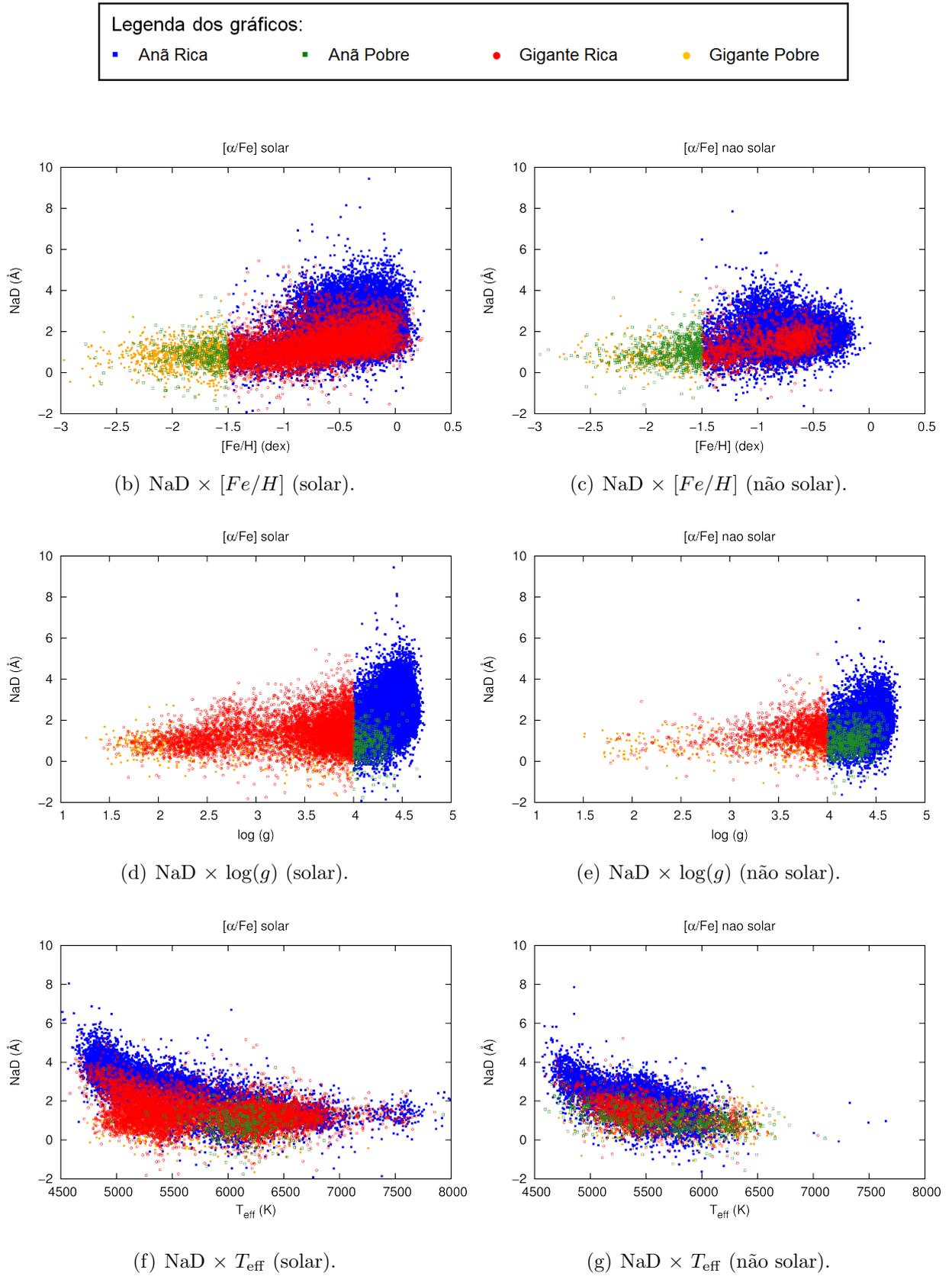


Figura 2.10: Índice espectroscópico NaD em função de $[Fe/H]$ (acima), $\log(g)$ (centro) e T_{eff} (abaixo) para as amostras solar (esquerda) e não solar (direita).

2.4 Funções Empíricas

Para cada índice, foi elaborada uma série de funções empíricas que mostram a variação de cada índice com os parâmetros atmosféricos. Estas funções serão utilizadas na obtenção de uma biblioteca de PES, que por sua vez, serão aplicadas na síntese de populações de aglomerados de estrelas, bem como sistemas mais complexos, tais como galáxias. Desta forma, foi desenvolvido um ajuste empírico simples (2.3) vinculando o índice com a metalicidade ($[Fe/H]$), gravidade superficial ($\log(g)$), e temperatura efetiva (T_{eff})⁸. Pelo fato das amostras de dados serem classificadas como $[\alpha/Fe]$ solar e não solar, para cada índice foram desenvolvidos dois ajustes considerando a classificação de elementos α . Os coeficientes das funções e seus respectivos desvios ($\sigma_{\text{índice}}$ ou $\chi_{\text{índice}}^2$) foram obtidos a partir do programa ORIGIN.

$$indice = a + b(\theta_{\text{eff}}) + c([Fe/H]) + d(\log(g)) \quad (2.3)$$

Vale ressaltar que alguns dos índices apresentaram valores negativos. De acordo com os estudos de Thomas et al. (2003) e Korn et al. (2005), alguns índices (como CN₁ e CN₂, Fe 4668 e Fe 5782) podem apresentar valores negativos por conta do estágio evolutivo em que a estrela se encontra (como por exemplo, a sequência de *turnoff*); isto afetaria as medidas da região de pseudocontínuo dos índices, gerando desta forma um valor negativo. Entretanto, outros índices também podem apresentar valores negativos devido a erros durante a medida, cujas fontes podem ser a razão sinal-ruído dos espectros, a presença de raios cósmicos e/ou píxeis frios durante a obtenção do espectro etc. Por conta disso, as tabelas 2.3 e 2.4 apresentam os coeficientes das funções apenas para os índices que podem ter valores negativos.

Para sanar a questão dos índices negativos e melhorar a qualidade das funções, a alternativa foi a aplicação de ajustes logarítmicos para cada índice. Desta forma, utilizou-se a equação 2.4, que diferencia da expressão 2.3 por considerar $\log(indice)$ como termo dependente dos parâmetros atmosféricos (exemplos do ajuste podem ser visto nas figuras 2.11 e 2.12). Para este tipo de ajuste, o desvio $\sigma_{\text{índice}}$ é determinado pela propagação de erro, visto na expressão 2.5.

⁸ Nos ajustes foi adicionado o termo θ_{eff} , que equivale a $\theta_{\text{eff}} = \frac{5040}{T_{\text{eff}}}$.

Tabela 2.3 - Coeficientes dos ajustes para a amostra com $[\alpha/Fe] < 0.2$ (solar)

índice	$\sigma_{índice}$	Nº de estrelas	Parâmetros do ajuste			
			a	b	c	d
CN ₁	0.595	16 249	-20.1805	22.2136	1.4983	0.0501
CN ₂	0.512	16 835	-17.1826	19.5666	1.3721	0.2285
Fe 4668	0.283	11 675	-4.7083	6.5979	2.5249	0.5203
Fe 5782	0.176	36 730	-0.4867	1.0304	0.2530	0.0046

Tabela 2.4 - Coeficientes dos ajustes para a amostra com $[\alpha/Fe] \geq 0.2$ (não solar)

índice	$\sigma_{índice}$	Nº de estrelas	Parâmetros do ajuste			
			a	b	c	d
CN ₁	0.279	6 787	-14.9374	14.7049	0.6261	0.2851
CN ₂	0.274	6 389	-14.5800	14.6384	0.5569	0.4877
Fe 4668	0.283	4 660	0.0031	1.5585	1.5274	0.2109
Fe 5782	0.199	12 410	-0.1117	0.5729	0.1621	-0.0115

$$\log(\textit{índice}) = a + b(\theta_{\text{eff}}) + c([Fe/H]) + d(\log(g)) \quad (2.4)$$

$$\sigma_{\textit{índice}} = \ln 10 \cdot |\textit{índice}| \cdot \sigma_{\log} \quad (2.5)$$

Feita a estimativa inicial dos coeficientes dos ajustes, foram descartados os dados com resíduos⁹ maiores que 0.5. O valor de corte foi escolhido em função de subtrair apenas dados mais discrepantes, sem mascarar a dispersão verdadeira devido à variação cósmica das relações entre índices medidos e parâmetros atmosféricos que certamente uma galáxia deve ter. Tanto os ajustes do tipo simples quanto para os do tipo $\log(\textit{índice})$ passaram por tal procedimento. As tabelas 2.5 e 2.6 apresentam os coeficientes ajustados das funções tipo $\log(\textit{índice})$ para cada índice. Entretanto, mesmo com a remoção residual, alguns ajustes ainda apresentaram alto desvio quadrático médio (como os índices Ca 4455, Fe 5709 e 5782, por exemplo), com valores acima de 30%. Desta forma, optou-se por desconsiderar estas funções e trabalhar apenas com os índices que apresentaram ajustes abaixo deste valor¹⁰.

⁹ Para os ajustes dos índices Mg₁ (solar e não solar) e Mg₂ (não solar), não foi necessário realizar este descarte já que todos os dados apresentaram resíduos inferiores a 0.5.

¹⁰ Apesar do índice Fe 5270 apresentar um alto desvio para a razão não solar, ele também foi selecionado pois, em conjunto com o índice Fe 5335, é um bom indicador de metalicidade.

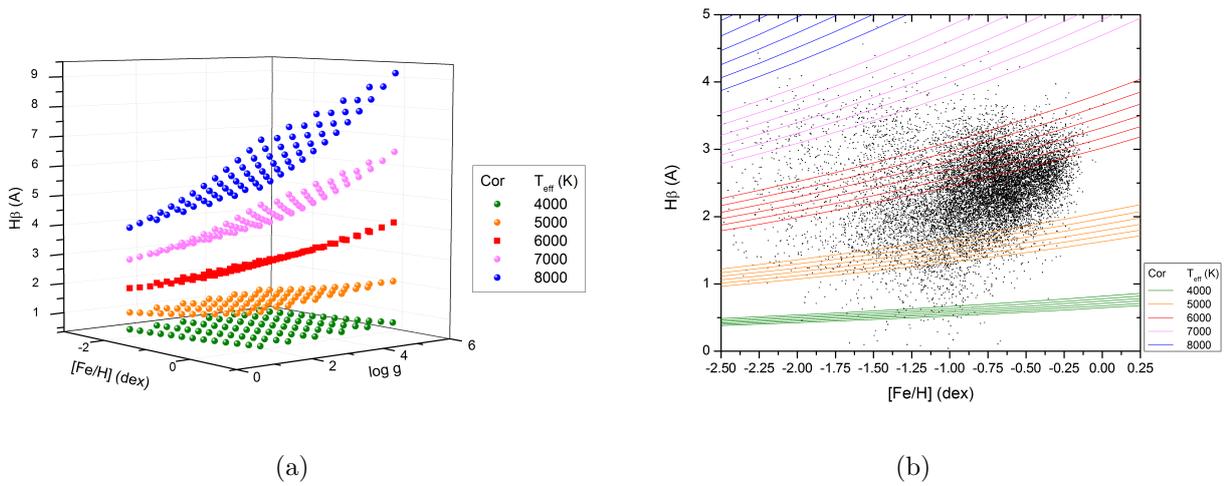


Figura 2.11: Ajuste $\log(\text{índice})$ desenvolvido para H β (amostra com $[\alpha/Fe]$ não solar). A figura (a), mostra o comportamento do índice em relação a metalicidade, gravidade superficial e temperatura efetiva de acordo com o ajuste desenvolvido. Em (b), a função é comparada com os dados medidos na amostra estelar (pontos pretos da imagem).

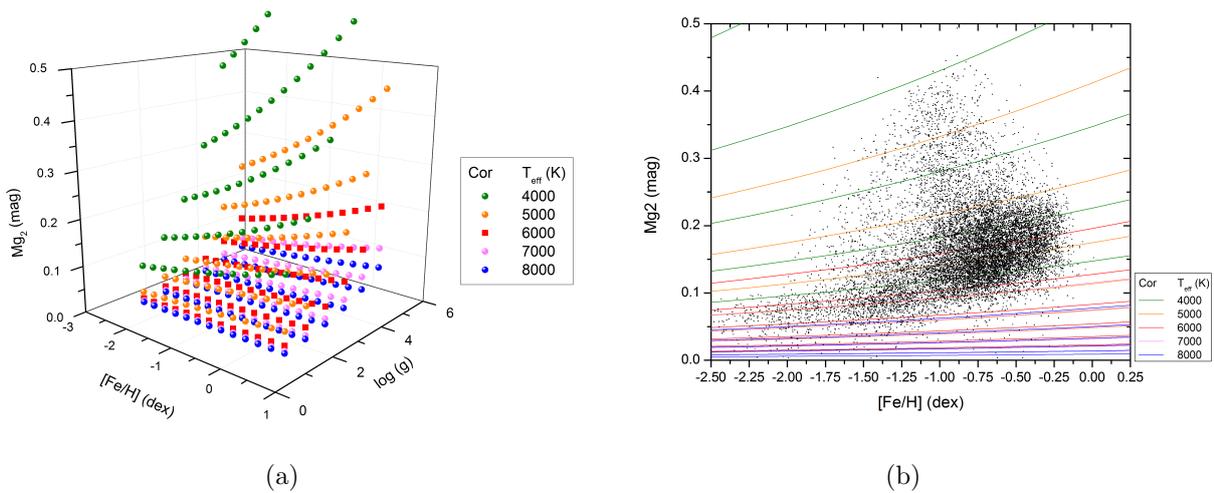


Figura 2.12: Ajuste $\log(\text{índice})$ desenvolvido para Mg₂ (amostra com $[\alpha/Fe]$ não solar). A figura (a), mostra o comportamento do índice em relação a metalicidade, gravidade superficial e temperatura efetiva de acordo com o ajuste desenvolvido. Em (b), a função é comparada com os dados medidos na amostra estelar (pontos pretos da imagem).

Tabela 2.5 - coeficientes dos ajustes do tipo $\log(indice)$ para a amostra com $[\alpha/Fe] < 0.2$ (solar)

$\log(indice)$	σ_{indice} (%)	Nº de estrelas	Parâmetros do ajuste			
			a	b	c	d
Ca 4227	28	36 818	-3.6028	2.5139	0.1138	0.2596
G4300	26	37 840	0.7980	0.2176	0.1805	-0.0895
Fe 4383	29	35 370	-2.4735	2.6103	0.2805	0.1601
Ca 4455	46	29 494	-1.5395	1.0525	0.3172	0.0674
Fe 4531	24	37 176	-0.4415	1.1255	0.3015	-0.0139
H β	14	38 232	1.7279	-1.4442	0.0909	0.0153
Fe 5015	27	37 458	-0.4481	1.0173	0.2156	0.0398
Mg ₁	49	30 838	-4.0287	1.6685	-0.1020	0.2316
Mg ₂	24	37 220	-3.3412	1.5235	0.0658	0.2741
Mg b	17	38 047	-2.2496	1.8856	0.1279	0.2521
Fe 5270	34	34 960	-2.0759	1.7401	0.1892	0.1347
Fe 5335	26	37 193	-1.5399	1.4139	0.1805	0.1189
Fe 5406	27	36 788	-1.7045	1.6569	0.2570	0.0756
Fe 5709	47	30 455	-2.1719	1.2718	-0.0452	0.1058
NaD	30	37 278	-1.5917	1.5022	0.1136	0.1305
TiO ₁	42	33 170	0.9276	-1.0474	0.0181	0.0690
TiO ₂	35	35 430	1.0610	-1.0641	-0.0157	0.0680

Tabela 2.6 - coeficientes dos ajustes do tipo $\log(indice)$ para a amostra com $[\alpha/Fe] \geq 0.2$ (não solar)

$\log(indice)$	σ_{indice} (%)	Nº de estrelas	Parâmetros do ajuste			
			a	b	c	d
Ca 4227	28	12 697	-3.9328	3.0988	0.2284	0.2310
G4300	21	12 740	0.4319	0.0627	0.1679	-0.0570
Fe 4383	35	12 157	-2.4626	2.5681	0.2893	0.1574
Ca 4455	56	6 420	-1.9724	1.2486	0.1878	0.0807
Fe 4531	31	12 596	-0.7964	1.5325	0.3206	-0.0120
H β	18	10 000	1.7871	-1.5971	0.0910	0.0276
Fe 5015	29	12 942	-1.1362	1.6712	0.1748	0.0542
Mg ₁	45	11 534	-5.2581	2.8038	-0.0730	0.2586
Mg ₂	17	13 124	-3.5650	1.9228	0.0931	0.2483
Mg b	15	13 124	-2.0151	1.8379	0.1577	0.2261
Fe 5270	40	12 053	-2.1301	1.7480	0.1344	0.1331
Fe 5335	31	12 737	-1.4891	1.4704	0.1793	0.0882
Fe 5406	34	12 433	-1.7781	1.7649	0.2376	0.0568
Fe 5709	53	9 352	-1.6980	0.8983	0.0335	0.0750
NaD	34	12 677	-1.9278	1.8609	0.1160	0.1204
TiO ₁	46	11 248	0.9404	-1.0222	0.0582	0.0671
TiO ₂	35	12 536	1.3280	-1.2631	0.0182	0.0516

É importante notar que as informações adquiridas com a análise do comportamento dos índices sugeriu que fossem adicionados na equação 2.3 termos mistos, isto é, termos que envolvessem mais de um parâmetro estelar. Desta forma, foi feita uma experiência com estes termos e comparou-se seus desvios associados com a qualidade do ajuste simples (ver apêndice A). Entretanto, para fazer a extrapolação dos valores dos parâmetros atmosféricos que a amostra deste trabalho não cobre (como metalicidades mais altas, da ordem de $[Fe/H] \gtrsim 0.5$ dex), o mais recomendado é a utilização de equações mais simples, porém com um maior grau de controle. A razão é que para ajustes com termos polinomiais e/ou mistos, o controle acaba sendo restrito apenas aos intervalos utilizados nesta amostra, pois existe uma probabilidade maior de que a função possa divergir fora deste intervalo, apesar da função ter um desvio associado menor.

A figura 2.13 exemplifica este tipo de divergência da função ao tentar desenvolver um índice com termo misto¹¹. Embora este ajuste tenha uma precisão melhor que o ajuste da equação 2.3, ele apresenta valores divergentes para metalicidades e gravidades superficiais mais altas. Isto reforça a ideia de que o uso de um ajuste mais simples como o da equação citada apresentará um controle maior destes parâmetros.

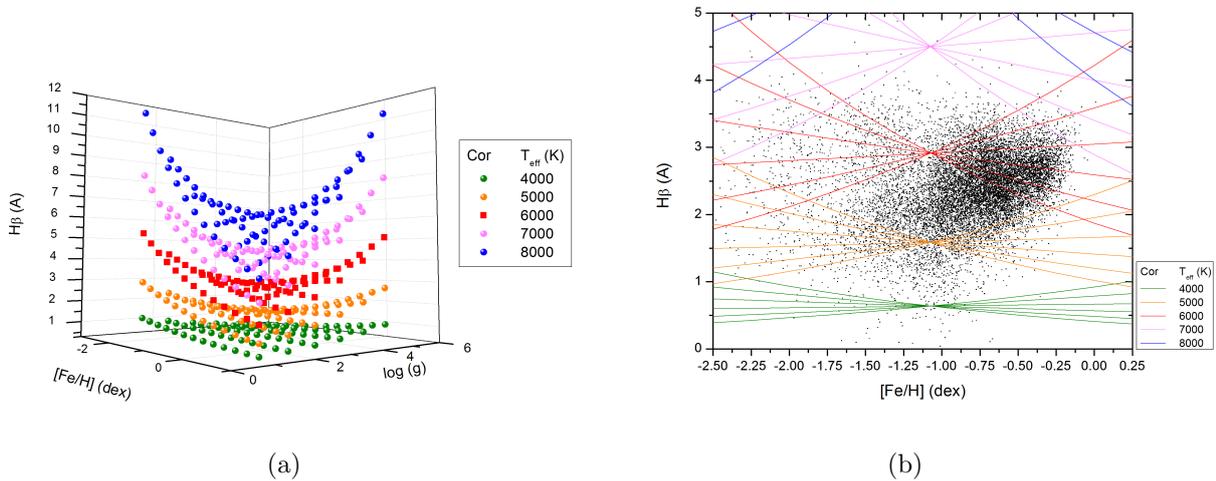


Figura 2.13: Ajuste $\log(\text{índice})$ com termo misto desenvolvido para H β (amostra com $[\alpha/Fe]$ não solar). A figura (a), mostra o comportamento do índice em relação a metalicidade, gravidade superficial e temperatura efetiva de acordo com o ajuste desenvolvido. Em (b), a função é comparada com os dados medidos na amostra estelar (pontos pretos da imagem).

¹¹ $\log(\text{índice}) = a + b(\theta_{\text{eff}}) + c([Fe/H]) + d(\log(g)) + e([Fe/H] \cdot \log(g))$.

Síntese da Biblioteca de PES

Populações Estelares Simples (PES) são definidas como um conjunto de estrelas que possuem aproximadamente a mesma idade e composição química, isto é, como um conjunto de estrelas provenientes de um mesmo surto de formação estelar (Salaris e Cassisi, 2005). Mas este processo não é uniforme, isto é, o conjunto de estrelas resultantes podem possuir massas diferentes, cuja distribuição pode ser descrita por uma Função de Massa Inicial (FMI) $\varphi(m)$ (ver eq. 3.1).

Função de Massa Inicial

Conceitualmente, a FMI influencia a aparência e o processo de evolução das galáxias e/ou aglomerados estelares, estabelecendo as condições de contorno para os processos de formação estelar dentro destes objetos, e auxiliando na determinação do perfil de população estelar que os compõe. A grosso modo, ela pode ser considerada como uma lei de potência de expoente γ (eq. 3.1), sendo que a constante de normalização \mathcal{A} é determinada considerando a relação 3.2. Os limites inferior e superior de massa aqui considerados são 0.5 e 100 M_{\odot} , respectivamente.

$$\varphi(m) = \mathcal{A} \times m^{-\gamma} \quad (3.1)$$

$$\int_{m_{\text{inf}}}^{m_{\text{sup}}} m \mathcal{A} m^{-\gamma} dm = 1M_{\odot} \quad (3.2)$$

Para o teste de síntese fotométrica e espectroscópica desenvolvida neste trabalho, inicialmente foi utilizada a FMI de Kroupa (2001b), que apresenta diferentes coeficientes de γ para determinadas faixas de massas de estrelas (eq. 3.3). Tanto a função de Kroupa

quanto a de Salpeter (1955) utilizam como base as informações fotométricas de estrelas da vizinhança solar; entretanto, a FMI de Salpeter superestima a quantidade de estrelas de baixa massa presentes no meio analisado.

Considerando a relação massa-luminosidade para objetos da vizinhança solar utilizando fotometria¹, notou-se que a quantidade estimada de estrelas de baixa massa era muito menor quando comparada ao resultado obtido através de outros métodos como, por exemplo, informações de paralaxe obtidas pelo satélite *Hipparcos* para estrelas de baixa luminosidade. Uma das explicações para esta diferença seria a presença de sistemas múltiplos estelares não resolvidos e/ou desconhecidos, o que pode ser reforçado com a proposta de que populações estelares conhecidas até a época apresentavam uma fração significativa de estrelas anãs presentes em sistemas binários (Kroupa, 2001a). Como resultado, muitos destes objetos múltiplos podem ser interpretados pelo observador como uma única estrela, fazendo com que informações fotométricas de suas companheiras acabem sendo ofuscadas², afetando diretamente a relação massa-luminosidade (Kroupa, 2001c, 2002).

$$\gamma = \begin{cases} 1.3 & \text{para } 0.1 \leq m(M_{\odot}) < 0.5 \\ 2.3 & \text{para } 0.5 \leq m(M_{\odot}) < 100 \end{cases} \quad (3.3)$$

Para compensar este efeito, Kroupa propôs empiricamente uma variação do coeficiente γ (eq. 3.3) para estrelas de baixa massa baseado nas informações de luminosidade. Desta forma, a FMI de Kroupa expande o arranjo de massas descritas para perfis de populações que tenham massas variando entre 10^{-1} e $10^2 M_{\odot}$. Assim, é possível analisar não apenas o processo de formação estelar para uma maior faixa de idades (lembrando que, estrelas de menor massa apresentam idades mais avançadas), mas também abre uma possibilidade para avaliar o perfil populacional de sistemas estelares mais distantes.

A variação da FMI para estrelas de baixa massa tem se mostrado como uma boa ferramenta para avaliar a formação estelar em alguns aglomerados presentes em nossa Galáxia e alguns aglomerados da Nuvem de Magalhães (Kroupa, 2002), permitindo estimar também a quantidade de estrelas de baixa massa (como estrelas de tipo M, por exemplo) em aglomerados estelares tanto da Galáxia quanto de sistemas próximos.³

¹ Gould et al. (1997)

² O ofuscamento pode ocorrer se uma das estrelas do conjunto múltiplo for mais brilhante que suas companheiras, o que resultaria num aumento da densidade do número de estrelas (Kroupa, 2001c)

³ Em uma análise feita com associações OB nas Nuvens de Magalhães e em objetos da Via Láctea,

3.1 A Síntese de Cores Integradas

Considerando uma população estelar formada num dado intervalo de tempo τ com uma metalicidade $[Fe/H]$, a sua luminosidade integradada, em qualquer comprimento de onda ou banda passante, pode ser obtida com a integração em massa ao longo de uma dada isócrona⁴ (eq. 3.4),

$$L_{\text{banda}}(\tau, [Fe/H], \gamma) = \int_{m_{\text{inf}}}^{m_{\text{sup}}} \varphi(m) \times L_{\text{banda}}^i dm \quad (3.4)$$

onde $\varphi(m)$ é a FMI e L_{banda}^i a luminosidade individual de uma estrela de massa m que se encontra num dado estágio evolutivo i . O limite superior m_{sup} é a massa inicial da estrela mais massiva que ainda se encontra viva, seja na fase de sequência principal, subgigante, gigante ou supergigante. Remanescentes de estrelas que emitem luminosidade (como estrelas de nêutrons e anãs brancas) não são levados em consideração na equação 3.4.

Para este trabalho, foi decidido utilizar as isócronas teóricas de Padova⁵ (Girardi et al., 2000; Salasnich et al., 2000) e do pacote BaSTI⁶ (Pietrinferni et al., 2004). As tabelas⁷ 3.1 e 3.2 apresentam as isócronas de cada grupo, utilizadas neste trabalho, para modelos estelares de diferentes abundâncias em elementos pesados ($[M/H]$), metalicidades ($[Fe/H]$) e razões de abundância de elementos- α solar ($[\alpha/Fe] \sim 0.0$) e não solar ($[\alpha/Fe] \sim 0.4$). Para $[\alpha/Fe]$ não solar, a abundância total em $[M/H]$ foi convertida em abundância de $[Fe/H]$ através da expressão de Salaris et al. (1993) (eq. 3.5), conforme descrito em Pietrinferni et al. (2006). Esta conversão foi aplicada tanto nos modelos de Padova quanto nos modelos BaSTI.

$$[M/H] = [Fe/H] + \log(0.368 \cdot 10^{[\alpha/Fe]} + 0.362) \quad (3.5)$$

$$[Fe/H] = [M/H] = \log\left(\frac{Z}{Z_{\odot}}\right) \quad (3.6)$$

percebe-se que FMI não varia com a metalicidade do sistema e nem com a densidade de estrelas numa dada região e/ou aglomerado (Massey et al., 1995).

⁴ Curva no diagrama HR representando conjunto de estrelas de uma mesma idade.

⁵ Disponíveis em <http://pleiadi.pd.astro.it>

⁶ *Bag of Stellar Tracks and Isochrones*, disponíveis em <http://albione.oa-teramo.inaf.it/>.

⁷ Ambas as tabelas também apresentam Z (fração em massa de elementos pesados) e Y (fração em massa de He)

Já para os modelos com $[\alpha/Fe]$ solar, a expressão 3.5 resulta na igualdade 3.6, sendo que as abundâncias solares foram obtidas de Grevesse e Anders (1989).

Tabela 3.1 - Isócronas de Padova

Z	Y	$[M/H]$ (dex)	$[Fe/H]$ (dex)
0.0001	0.23	-2.3	-2.65
0.0004	0.23	-1.7	-2.05
0.008	0.25	-0.4	-0.75
0.019	0.273	-0.02	-0.37
0.04	0.32	0.3	-0.05
0.07	0.39	0.54	0.19

Tabela 3.2 - Isócronas de BaSTI

Z	Y	$[M/H]$ (dex)	$[Fe/H]$ (dex)
0.0001	0.245	-2.27	-2.62
0.0003	0.245	-1.79	-2.14
0.0006	0.246	-1.49	-1.84
0.001	0.246	-1.27	-1.62
0.002	0.248	-0.96	-1.31
0.004	0.251	-0.66	-1.02
0.008	0.256	-0.35	-0.70
0.01	0.259	-0.25	-0.60
0.0198	0.2734	0.06	-0.29
0.03	0.288	0.26	-0.09
0.04	0.303	0.40	0.05

Por conta da normalização apresentada na expressão 3.2, a magnitude absoluta integrada de um aglomerado de estrelas de um dado par idade-metalicidade é calculada por $-2.5 \times \log(L_{\text{banda}})$ somado com um fator $-2.5 \times \log(M_{\text{TOT}})$, sendo M_{TOT} a massa inicial total do aglomerado.

Para a obtenção das funções de luminosidade (eq. 3.4) e leitura das isócronas teóricas, foram elaboradas em FORTRAN rotinas que pudessem realizar este trabalho.

3.2 As Diferenças Entre as Isócronas

As Isócronas de Padova têm como base modelos atmosféricos e abundâncias desenvolvidas até o período dos anos 90 (como Mihalas et al., 1990 e Alongi et al., 1991). Nos últimos anos, novos modelos de atmosferas estelares foram desenvolvidos (Castelli e Kurucz, 2003; Rogers e Nayfonov, 2002) com o propósito de estudar com mais detalhes a influência das

abundâncias dos elementos químicos (como os elementos α , por exemplo) sobre os processos evolutivos das estrelas. Isto fez com que fossem elaboradas novas isócronas levando em consideração os dados fotométricos gerados a partir destes modelos atmosféricos. Alguns exemplos destas isócronas podem ser vistos em Cassisi et al. (2004) e também na base de isócronas de BaSTI. Convém ressaltar que, conforme visto na seção 2.1, os parâmetros atmosféricos da amostra de dados *SEGUE* também foram determinados a partir de modelos estelares mais recentes.

Embora as isócronas de Padova e BaSTI compartilhem algumas informações em comum (como um mesmo modelo de opacidades atmosféricas⁸, por exemplo), elas são baseadas em diferentes modelos de equações de estado, condições de contorno, taxas de reações nucleares e taxas de perdas de neutrinos. As isócronas BaSTI, além de utilizar o modelo de Castelli e Kurucz (2003) para as atmosferas, procura reproduzir os efeitos de um núcleo convectivo presentes em algumas estrelas (com massa maior que $1.1 M_{\odot}$); desta forma, algumas fases evolutivas (como a sequência de *turnoff*) puderam ser determinadas com melhor qualidade, facilitando desta forma a determinação de idades de aglomerados de estrelas. Em contrapartida, as isócronas de Padova conseguem abranger uma maior faixa de idades e massas em seus modelos, como pode ser visto na figura 3.5 para o caso das massas.

Neste trabalho, foi feita uma comparação entre as magnitudes nos filtros de Johnson U , B e V , que serão as bandas passantes que serão usadas na síntese da maior parte dos índices espectroscópicos medidos. O conjunto de figuras 3.1 exibe as magnitudes integradas M_U , M_B e M_V para PES de várias idades e metalicidades e razões $[\alpha/Fe]$ obtidas pelas isócronas BaSTI e de Padova.

Primeiramente, ao observar o comportamento dos gráficos nas figuras 3.1(a) e 3.1(c) (magnitudes M_U e M_B) para um mesmo Z ou $[M/H]$, percebe-se que as magnitudes são geralmente mais azuladas para as populações com $[\alpha/Fe]$ não solar. A diferença em magnitude aumenta de acordo com maior $[M/H]$ e maior idade (ou menor T_{eff}), como pode ser visto na figura 3.2, que mostra como as cores $(U - V)$ e $(B - V)$ se comportam para algumas isócronas. Este resultado mostra-se compatível com o fato de que as cores UBV são mais sensíveis à variação da quantidade de Fe, principalmente, embora apresentem também uma sensibilidade não desprezível à variação de certos elementos- α . Segundo

⁸ Modelo OPAL (Iglesias e Rogers, 1996).

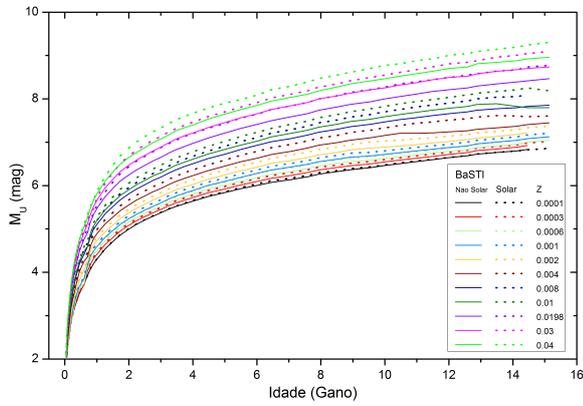
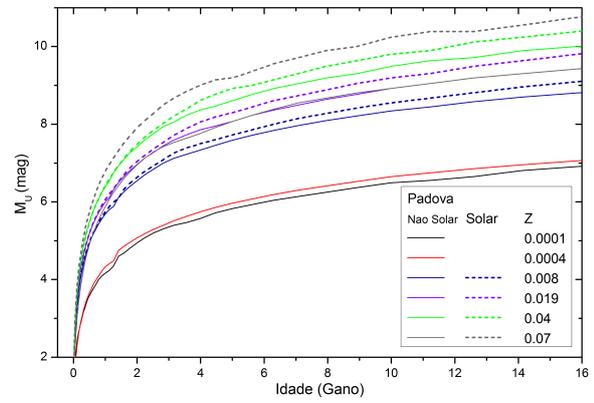
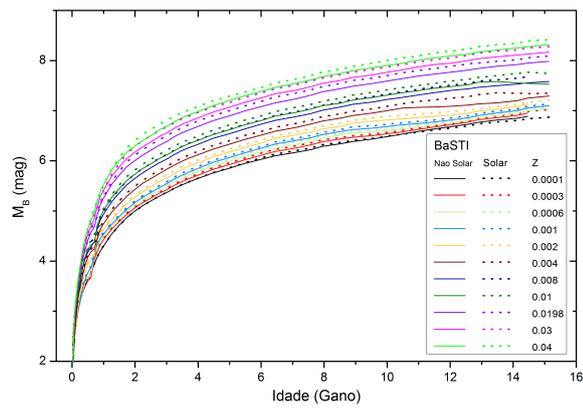
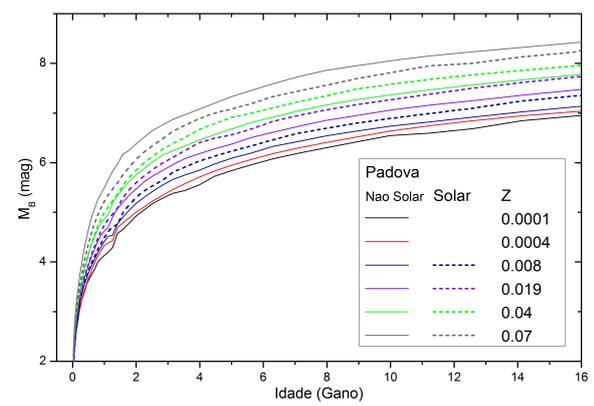
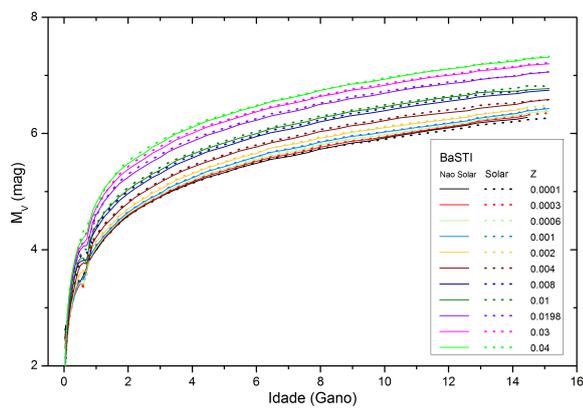
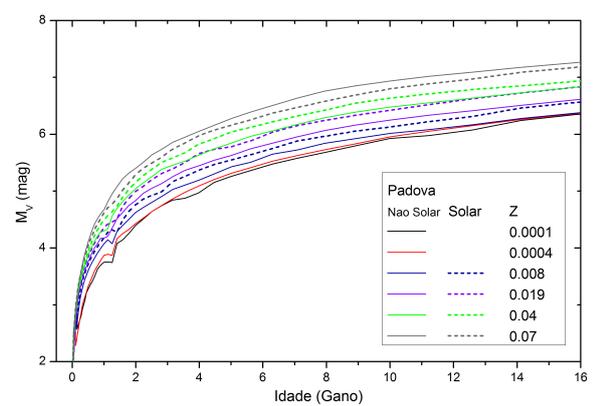
(a) Magnitude M_U (BaSTI)(b) Magnitude M_U (Padova)(c) Magnitude M_B (BaSTI)(d) Magnitude M_B (Padova)(e) Magnitude M_V (BaSTI)(f) Magnitude M_V (Padova)

Figura 3.1: Magnitudes integradas a partir das isócronas de BaSTI (à esquerda) e de Padova (à direita).

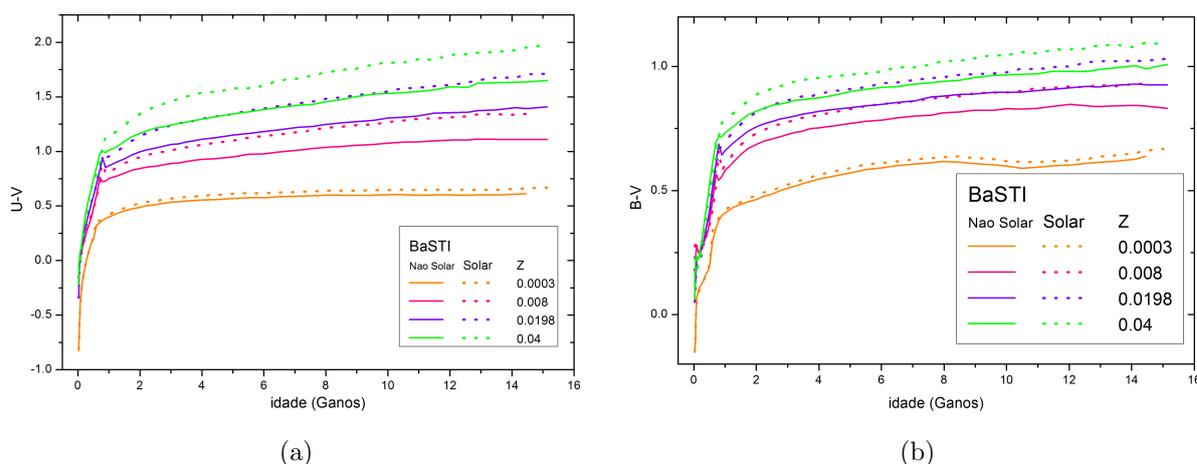


Figura 3.2: Comportamento das Cores ($U - V$) (a) e ($B - V$) (b) de algumas isócronas do modelo BaSTI.

Cassisi et al. (2004), elementos como Ca, Mg e Si afetam diretamente no fluxo de energia das magnitudes mais azuladas (filtros U e B, principalmente).

Através das figuras 3.1(b), 3.1(d) e 3.1(f), percebe-se que as magnitudes integradas B e V geradas pelas isócronas de Padova apresentam o mesmo comportamento demonstrado pelas isócronas BaSTI (figs. 3.1(a) e 3.1(c)): as magnitudes calculadas para populações com $[\alpha/Fe]$ não solar são mais azuladas, com a exceção para $Z = 0.07$, que exibe um comportamento oposto. Todavia, para a magnitude U , o comportamento para populações com $[\alpha/Fe]$ não solar e $Z = 0.07$ é compatível com as demais isócronas.

A figura 3.3 faz uma comparação direta entre os dois conjuntos de isócronas para o mesmo valor de Z , aproximadamente. A partir dela, percebe-se claramente a diferença entre ambos os conjuntos. Todavia, a população com $Z = 0.0001$ e $[\alpha/Fe]$ não solar apresenta praticamente as mesmas magnitudes tanto no conjunto de Padova quanto no conjunto BaSTI para os filtros U e B (ver figuras 3.3(a) e 3.3(c)). Já para o filtro V , a isócrona de Padova é mais luminosa que a BaSTI, sendo que a diferença de magnitude entre estas duas isócronas torna-se maior para escalas de idade maiores (figura 3.3(e)).

Para a magnitude U , as populações com $[\alpha/Fe]$ não solar do modelo BaSTI são mais azuladas, sendo maior a diferença quanto maior a metalicidade. Para o filtro V , as isócronas BaSTI são mais avermelhadas, mas com uma diferença maior quanto maior o valor de Z . Para as populações com $[\alpha/Fe]$ solar (figura 3.3(b)), as magnitudes M_U dos modelos BaSTI também são mais azuladas do que as de Padova. Essa diferença é decorrente do cálculo das próprias isócronas que além de considerar modelos atmosféricos diferentes, também

consideram diferentes abundâncias de He (Y) (ver tabelas 3.1 e 3.2), fazendo com que os diferentes grupos de isócronas apresentem magnitudes diferentes para os distintos estágios evolutivos da estrela.

A figura 3.4 também faz uma comparação direta entre as isócronas de Padova e BaSTI, mas considerando as cores ($U - B$) (figs. 3.4(a) e 3.4(b)), ($B - V$) (figs. 3.4(c) e 3.4(d)) e ($U - V$) (figs. 3.4(e) e 3.4(f)). Como já visto na figura 3.3, as isócronas apresentam um excesso de cor para o azul que, sendo este excesso é sensível à metalicidade das populações contidas em cada isócrona de ambos os conjuntos, isto é, quanto maior $[Fe/H]$, maior é o excesso de cor. Outro detalhe interessante são os excessos de cor para as isócronas de Padova, que são mais azuladas quando comparadas às BaSTI com exceção para a cor ($B - V$); para este caso, as isócronas de Padova apresentam um excesso não muito expressivo para o azul, quando comparado com as do modelo BaSTI.

O caso para as isócronas de Padova com $Z = 0.0001$ e razão $[\alpha/Fe]$ não solar apresenta uma peculiaridade: ao estudar o excesso de cor ($U - V$) (fig. 3.4(e)), nota-se um excesso de cor para a banda U maior que de outras isócronas com maior metalicidade. Entretanto, a diferença não aumenta de forma considerável com o aumento da idade quando comparada com outras isócronas do mesmo modelo. Analisando as cores ($U - B$) e ($B - V$), percebe-se que esta isócrona apresenta o menor índice de cor, o que era esperado pois quanto menor é $[Fe/H]$, mais azulada é a cor. No caso de ($U - B$), a diferença de cor é praticamente nula para idades maiores, como pode ser visto na figura 3.4(d). O mesmo comportamento é observado para a isócrona BaSTI com mesmo Z (fig. 3.4(a)).

A figura 3.5 mostra um exemplo para as isócronas $Z = 0.04$ não solar para populações de idade de 12 Ganos, que possuem aproximadamente o mesmo $[Fe/H]$. Nesta figura é possível perceber as principais diferenças entre os dois modelos de isócronas no intervalo de massa utilizado em ambas e suas magnitudes. É possível perceber que as isócronas BaSTI considera uma faixa muito menor de massas⁹, fazendo com que variações da magnitude observadas nas isócronas Padova sejam observadas também nas isócronas BaSTI, mas para uma faixa de estrelas de maior massa.

⁹ Aqui considera-se estrelas da ordem de $0.95 M_{\odot}$ por conta da normalização aplicada (ver eq. 3.1).

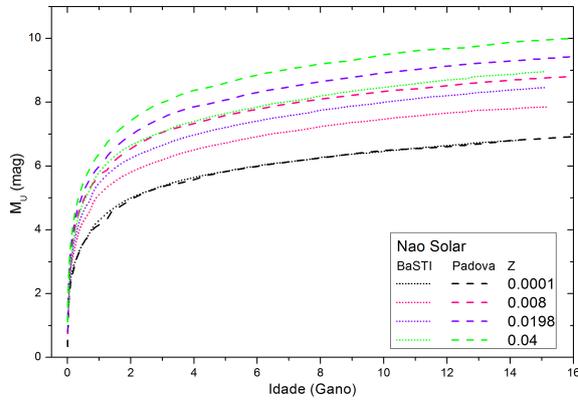
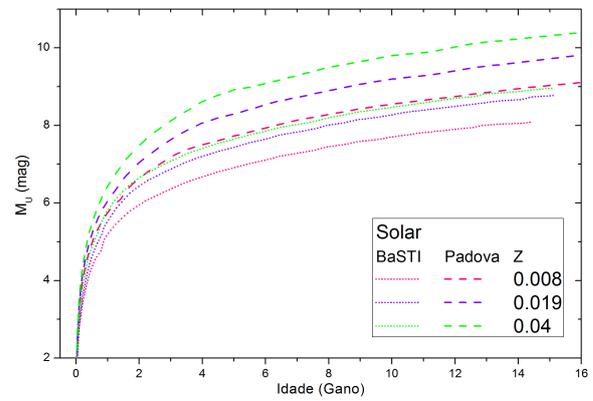
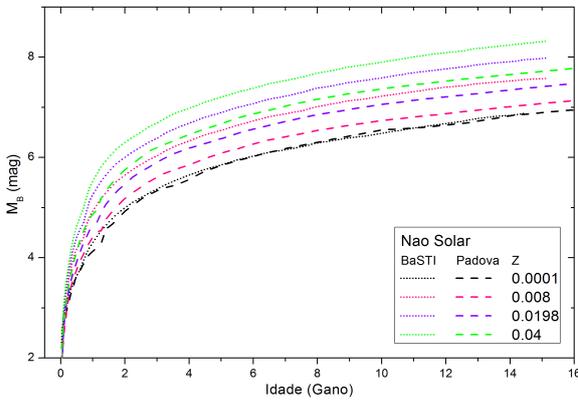
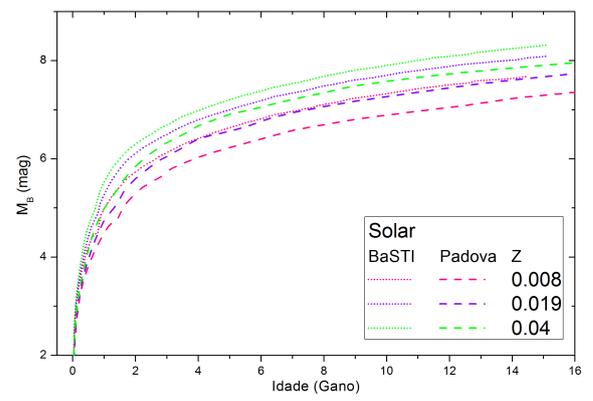
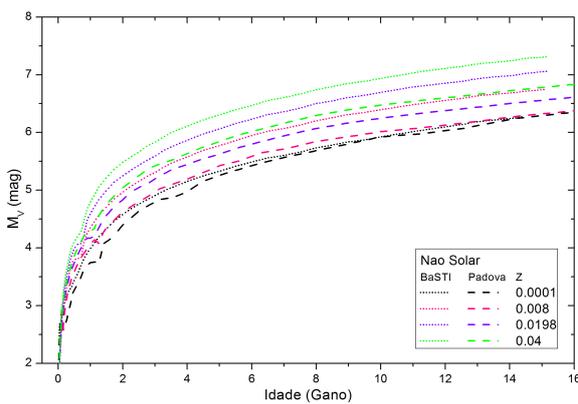
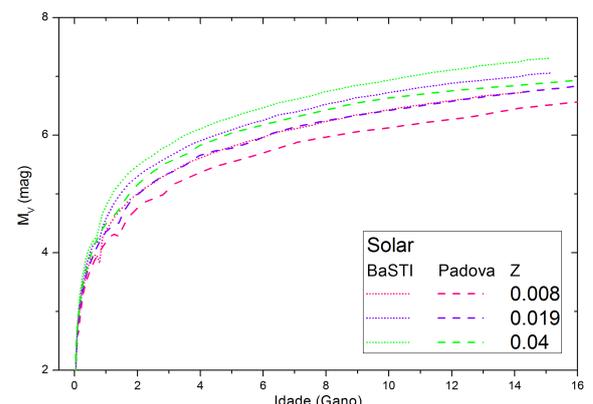
(a) Magnitude M_U (não solar)(b) Magnitude M_U (solar)(c) Magnitude M_B (não solar)(d) Magnitude M_B (solar)(e) Magnitude M_V (não solar)(f) Magnitude M_V (solar)

Figura 3.3: Comparação entre magnitudes integradas dos modelos de Padova e BaSTI para razões não solares (à esquerda) e solares (à direita).

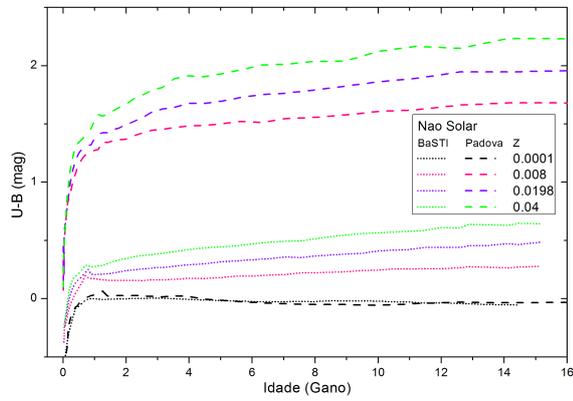
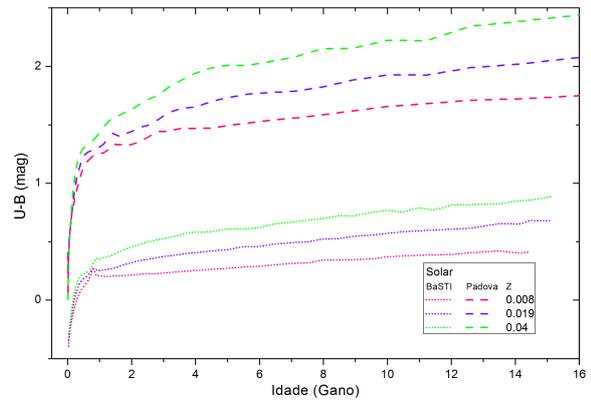
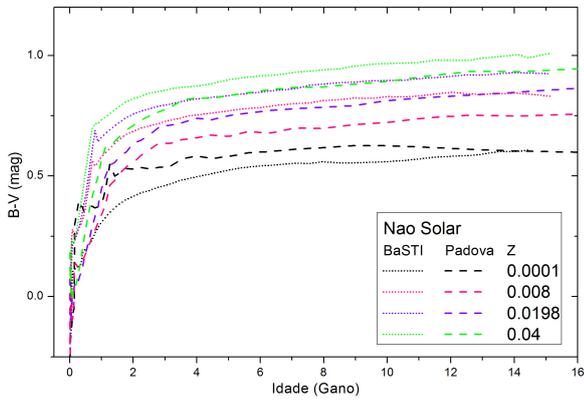
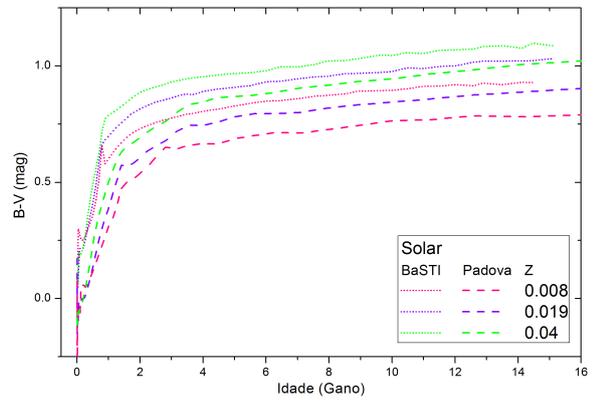
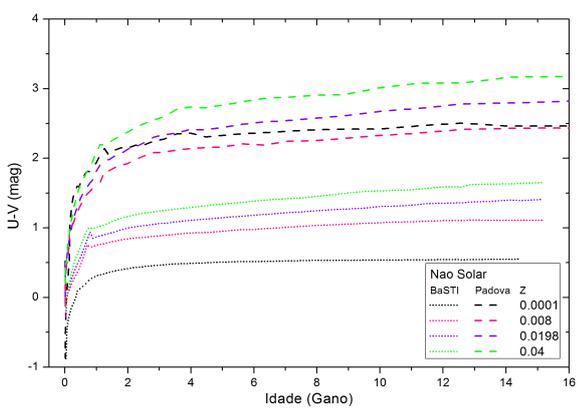
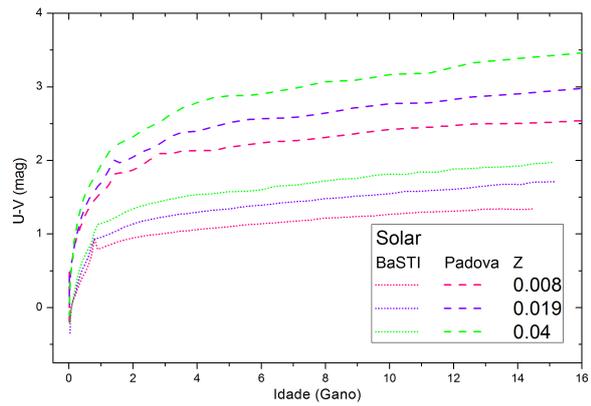
(a) Cor ($U - B$) (não solar)(b) Cor ($U - B$) (solar)(c) Cor ($B - V$) (não solar)(d) Cor ($B - V$) (solar)(e) Cor ($U - V$) (não solar)(f) Cor ($U - V$) (solar)

Figura 3.4: Comparação entre cores das isócronas de Padova e BaSTI para razões não solares (à esquerda) e solares (à direita).

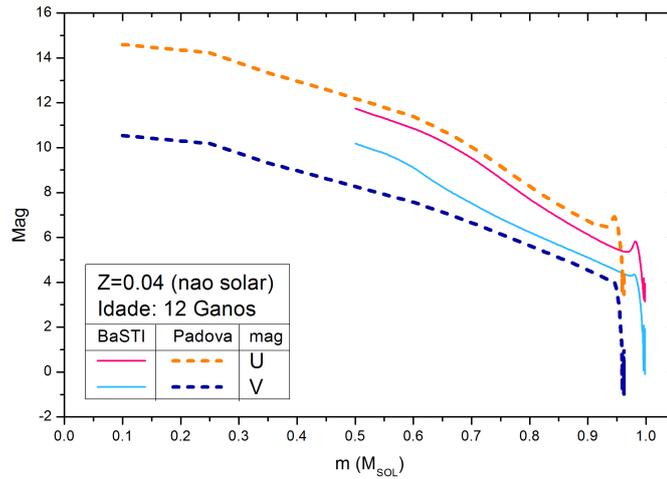


Figura 3.5: Comparação entre isócronas de Padova e BaSTI não solares para uma mesma metalicidade para uma população de idade de 12 Ganos (já com a condição de normalização).

Ajustes para Cores e Magnitudes

Embora as magnitudes e cores integradas apresentem diferenças quanto à isócrona utilizada, é possível parametrizá-las de acordo com a idade e a metalicidade, como pode ser visto no ajuste empírico 3.7,

$$\mathcal{M} = \mathcal{A} + \mathcal{B} \cdot \log \tau(\text{Gano}) + \mathcal{C} \cdot [Fe/H] \quad (3.7)$$

sendo \mathcal{M} a magnitude integrada para os filtros U , B e V ou as cores $(U - V)$ e $(B - V)$. Os coeficientes \mathcal{A} , \mathcal{B} e \mathcal{C} (determinados via programa ORIGIN, assim como o desvio associado σ_{mag}) são apresentados nas tabelas para cada uma das cores e magnitudes e também de acordo com a razão $[\alpha/Fe]$.

Tabela 3.3 - Coeficientes \mathcal{A} , \mathcal{B} e \mathcal{C} do ajuste 3.7 para as magnitudes integradas.

Mag. Integrada	$[\alpha/Fe]$	\mathcal{A}	\mathcal{B}	\mathcal{C}	σ_{mag}
M_U	Solar	5.783	2.466	0.825	0.456
	Não Solar	5.796	2.337	0.621	0.407
M_B	Solar	5.083	2.172	0.319	0.277
	Não Solar	5.210	2.087	0.296	0.320
M_V	Solar	4.578	1.809	0.233	0.208
	Não Solar	4.637	1.767	0.201	0.282

Tabela 3.4 - Coeficientes \mathcal{A} , \mathcal{B} e \mathcal{C} do ajuste 3.7 para as cores integradas.

Cor	$[\alpha/Fe]$	\mathcal{A}	\mathcal{B}	\mathcal{C}	σ_{mag}
$(U - V)$	Solar	1.205	0.657	0.592	0.426
	Não Solar	1.160	0.570	0.420	0.416
$(U - B)$	Solar	0.700	0.294	0.506	0.449
	Não Solar	0.586	0.250	0.325	0.437
$(B - V)$	Solar	0.5049	0.3625	0.0863	0.125
	Não Solar	0.5732	0.3200	0.0944	0.110

3.3 Síntese de Índices Integrados

Considerando uma estrutura de população simples homogênea de idade τ e metalicidade média $[Fe/H]$, composta por estrelas de massa m que se encontram em um estágio evolutivo i , seu índice espectroscópico integrado pode ser descrito em função dos parâmetros atmosféricos estelares conforme a expressão 3.8,

$$I(\tau, [Fe/H], \gamma) = \int_{m_{\text{inf}}}^{m_{\text{sup}}} \frac{L_{\text{banda}}^i}{L_{\text{banda}}} \times \varphi(m) \times I^i(T_{\text{eff}}, \log(g), [Fe/H]) dm \quad (3.8)$$

onde γ é o coeficiente associado a FMI (eq. 3.1) e I^i é forma como a população estelar contribui em um dado índice devido a um certo estágio evolutivo, a qual é representada como uma função que vincula o índice aos parâmetros atmosféricos a partir de um amostra de estrelas (ver seção 2.4). Por conta disto, a contribuição pode ser expressa em unidades de índice ou magnitudes (p. exemplo: Mg_2). O termo $\frac{L_{\text{banda}}^i}{L_{\text{banda}}}$ corresponde à fração de luminosidade medida numa dada banda espectral em um estágio evolutivo, sendo L_{banda}^i a luminosidade das estrelas em uma etapa evolutiva e L_{banda} a luminosidade total integrada considerando todas as estrelas da PES de uma dada idade e metalicidade (eq. 3.4). No caso, as luminosidades são obtidas a partir das cores e magnitudes integradas desenvolvidas anteriormente.

No caso dos índices de Lick considerados neste trabalho, as linhas e bandas medidas se localizam nas bandas fotométricas dos filtros B , V e R do sistema Johnson-Cousins. Por conta disso, foi necessário adequar a equação 3.8 inserindo na fração de luminosidade o filtro correspondente para cada índice/banda integrada, o que pode ser visto na tabela 3.5. Um ponto a ressaltar é que como o índice Fe 5015 está definido numa região entre os

Tabela 3.5 - Bandas fotométricas do sistema Johnson-Cousins para os índices analisados

Índice / Banda	filtro correspondente
Ca 4227	B
G4300	
Fe 4383	
Fe 4531	
H β	
Fe 5015	V
Mg ₂	
Mg b	
Fe 5270	
Fe 5335	
Fe 5406	

filtros¹⁰ *B* e *V* (ver tabela 2.1), mas parte da banda passante e do pseudocontínuo mais avermelhado se localizam dentro da região delimitada do filtro *V*; por conta disto, este foi considerado o mais adequado para a síntese do índice integrado.

O cálculo dos índices integrados foi feito através de rotinas em FORTRAN, utilizando a regra de Simpson como método de integração numérica. Como base fotométrica foram utilizadas as magnitudes integradas desenvolvidas a partir das isócronas de Padova e BaSTI, que apresentam algumas diferenças quanto a abundância de He (*Y*) para um mesmo *Z*. Mas esta diferença de abundâncias muitas vezes não é o suficiente para gerar diferentes valores de um índice integrado para uma mesma idade, como pode ser visto na figura 3.6. Ao considerar apenas isócronas com $[Fe/H]$ muito parecidos (mas que não tenham necessariamente o mesmo *Z*), o comportamento é o mesmo.

A descrição acima é válida para os índices com razão $[\alpha/Fe]$ não solar com exceção da linha G4300 (como pode ser visto na seção 3.4.2), ou seja, o comportamento dos índices é similar para ambos conjuntos de isócronas ao longo do tempo (ver figuras 3.6(d) 3.6(e) e 3.6(f)). Agora, quando se considera a razão $[\alpha/Fe]$ solar, esse comportamento ocorre apenas para o índice H β (fig. 3.6(a)). Os outros índices calculados a partir das isócronas de Padova apresentam uma intensidade maior quando comparados com os mesmos obtidos através do conjunto BaSTI. Esta diferença de intensidade aumenta ao longo do tempo, sendo maior para índices integrados com metalicidades maiores (as figuras 3.6(b) e 3.6(c)

¹⁰ O filtro *B* tem sua banda passante entre 3890 e 4830 Å, enquanto que o filtro *V* possui sua banda passante entre 5010 e 5890 Å.

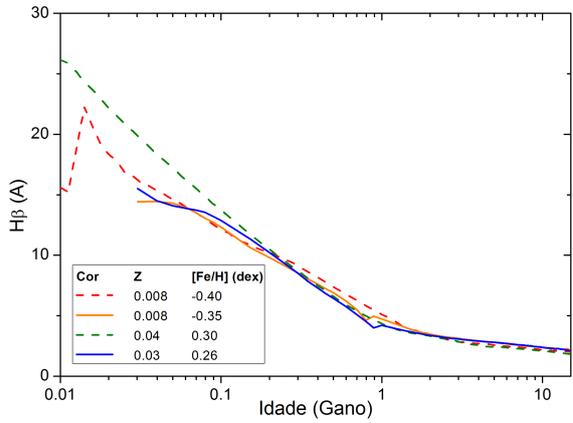
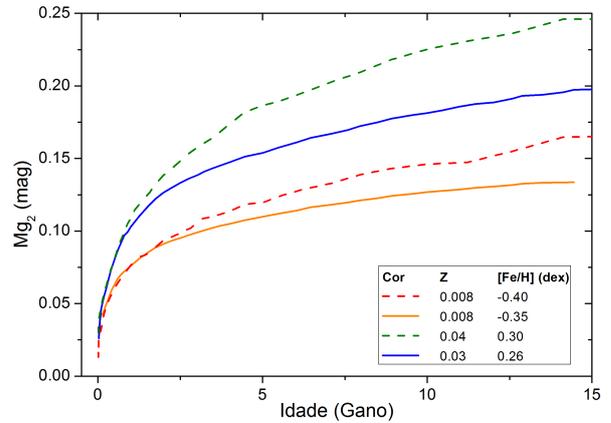
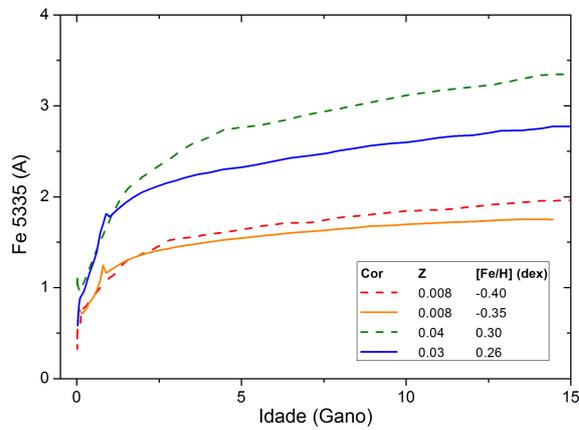
apresentam dois exemplos desta diferença). Na verdade, tal diferença evidencia o que já foi observado para as magnitudes M_B e M_V das isócronas de Padova e BaSTI, descritas na seção anterior, sendo desta forma uma fonte de erro sistemática na determinação da relação idade-metalicidade para cada um dos índices integrados.

3.4 Análise dos Índices Integrados

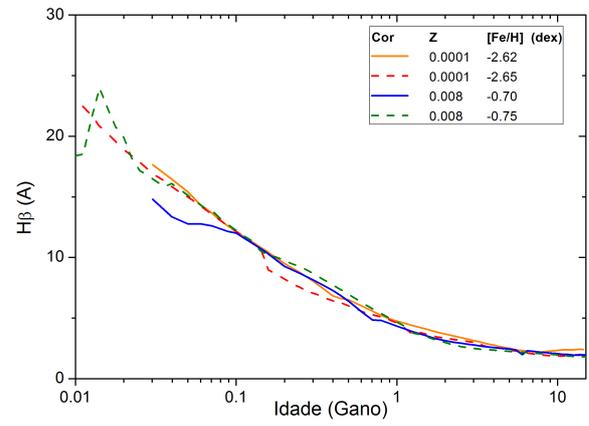
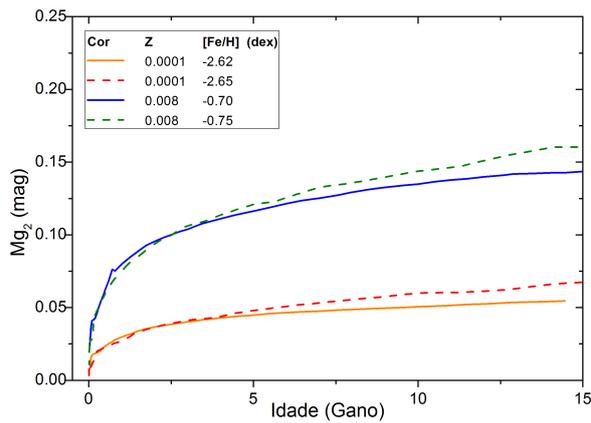
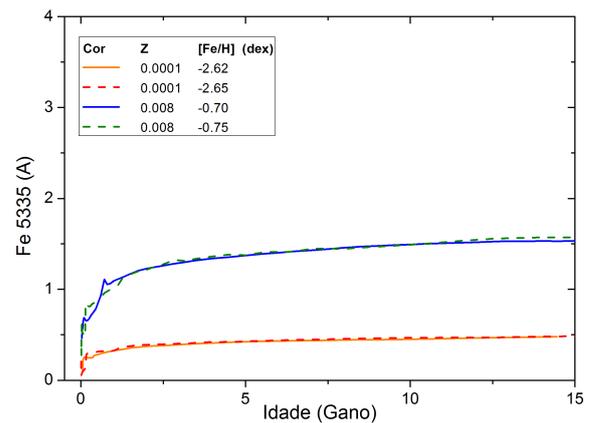
Para os índices considerados na tabela 3.5, foram estudados seus comportamentos considerando como critérios de análise a idade da PES e também a metalicidade aplicada. As figuras 3.7, 3.8, 3.9 e 3.10 apresentam o comportamento dos índices integrados de acordo com a idade e metalicidade fornecidos a partir das isócronas de Padova e BaSTI. As seções a seguir descrevem algumas características dos índices integrados e avalia a sensibilidade destes em relação à idade, razão $[\alpha/Fe]$ e $[Fe/H]$.

Ao analisar a variação dos índices de acordo com a metalicidade (em valores fixos de τ), novamente percebe-se a influência do conjunto de isócronas utilizado para o cálculo das linhas e bandas integradas. Como já dito na seção anterior, aqueles que tiveram Padova como base fotométrica apresentam valores mais intensos quando comparados com os índices calculados pelas isócronas BaSTI. Em alguns casos (como o Ca 4227 e as linhas de Mg), a diferença entre os índices torna-se maior com o aumento de $[Fe/H]$ e naqueles com $[\alpha/Fe]$ solar.

Alguns dos índices calculados com $[Fe/H] = -0.60$ ($[\alpha/Fe]$ não solar, $Z = 0.01$) apresentam uma queda de sua intensidade a partir de 13 Gano, mesmo comportamento observado para casos com $[Fe/H] = -0.66$ ($[\alpha/Fe]$ solar, $Z = 0.004$). A razão para tal queda do índice está diretamente ligado às isócronas utilizadas para o cálculo destes índices. Como pode ser visto nas figuras 3.1(a) e 3.1(e), as magnitudes integradas M_U e M_B para os casos citados também tornam-se menores a partir de 10 Gano.

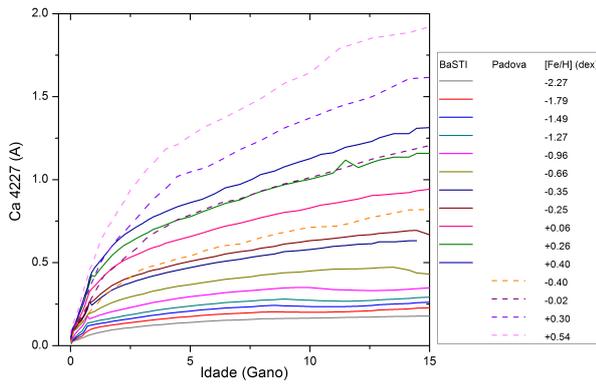
(a) $H\beta$ (solar)(b) Mg_2 (solar)

(c) Fe 5335 (solar)

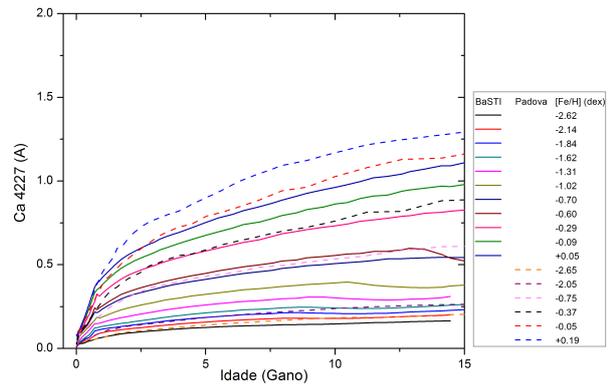
(d) $H\beta$ (não solar)(e) Mg_2 (não solar)

(f) Fe 5335 (não solar)

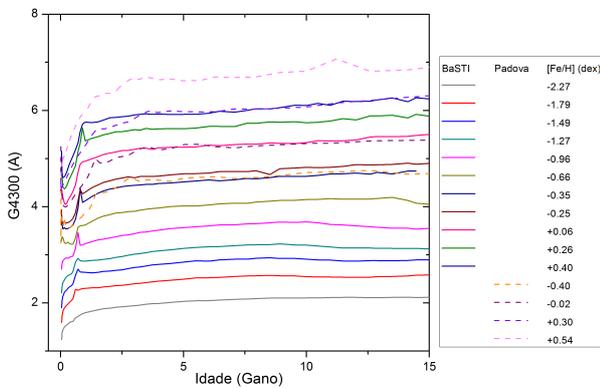
Figura 3.6: Comparação entre os índices integrados obtidos por diferentes tipos de isócronas. As linhas contínuas são os índices calculados através das isócronas BaSTI e as linhas tracejadas os índices calculados com base nas isócronas de Padova.



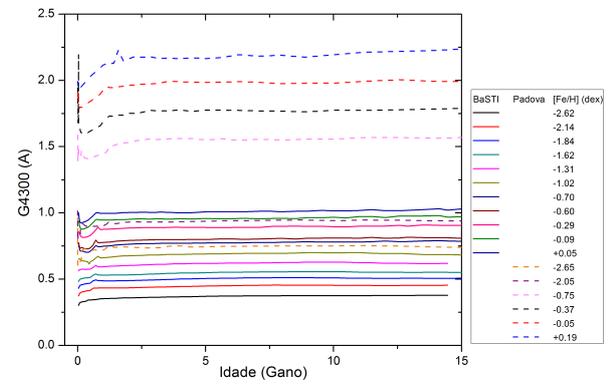
(a) Ca 4227 (solar)



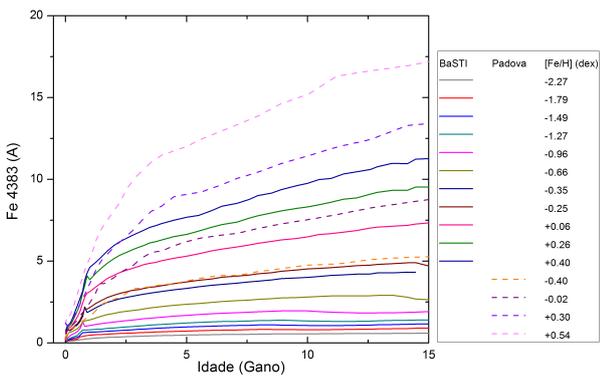
(b) Ca 4227 (não solar)



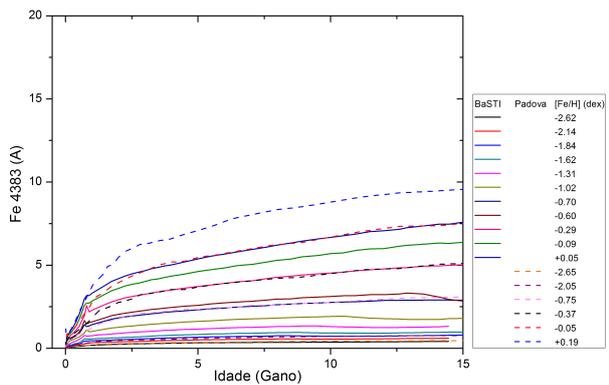
(c) G4300 (solar)



(d) G4300 (não solar)

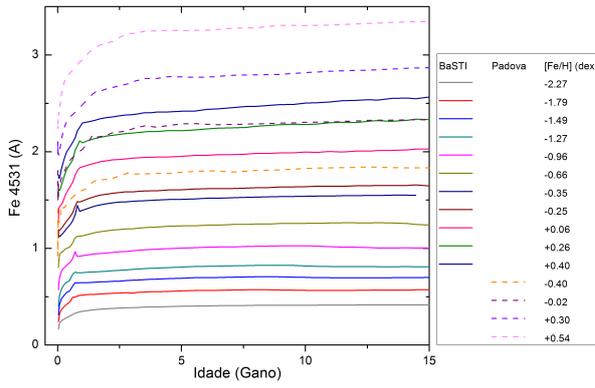


(e) Fe 4383 (solar)

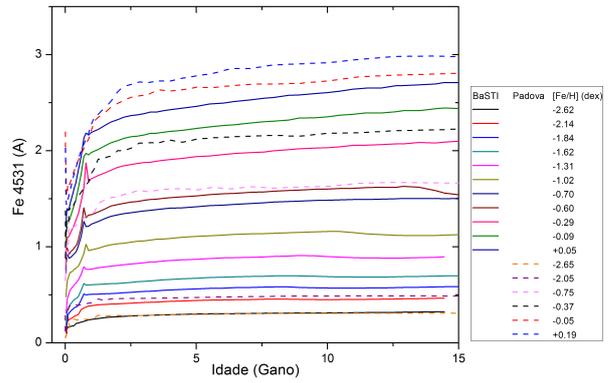


(f) Fe 4383 (não solar)

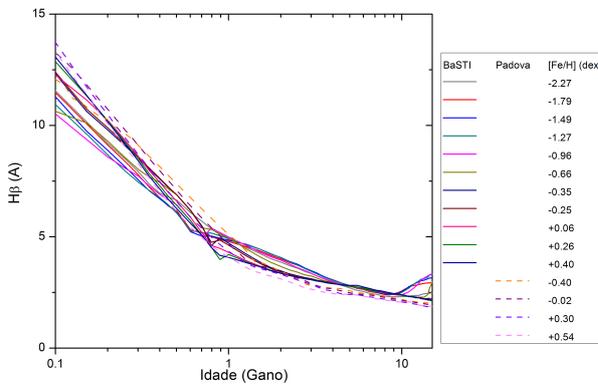
Figura 3.7: Índices integrados Ca 4227, G4300 e Fe 4383 para as amostras solar (à esquerda) e não solar (à direita).



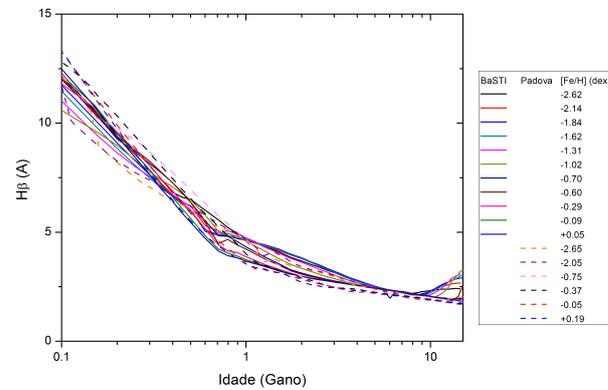
(a) Fe 4531 (solar)



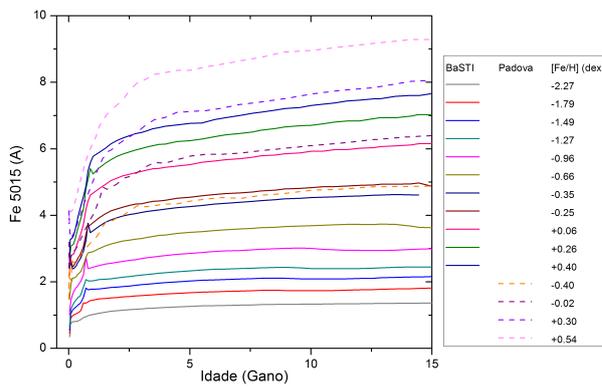
(b) Fe 4531 (não solar)



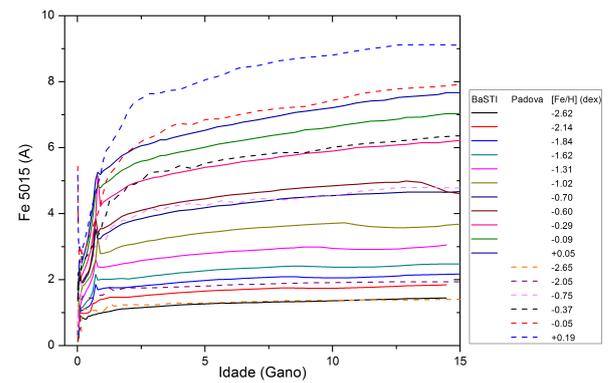
(c) H β (solar)



(d) H β (não solar)



(e) Fe 5015 (solar)



(f) Fe 5015 (não solar)

Figura 3.8: Índices integrados Fe 4531, H β e Fe 5015 para as amostras solar (à esquerda) e não solar (à direita).

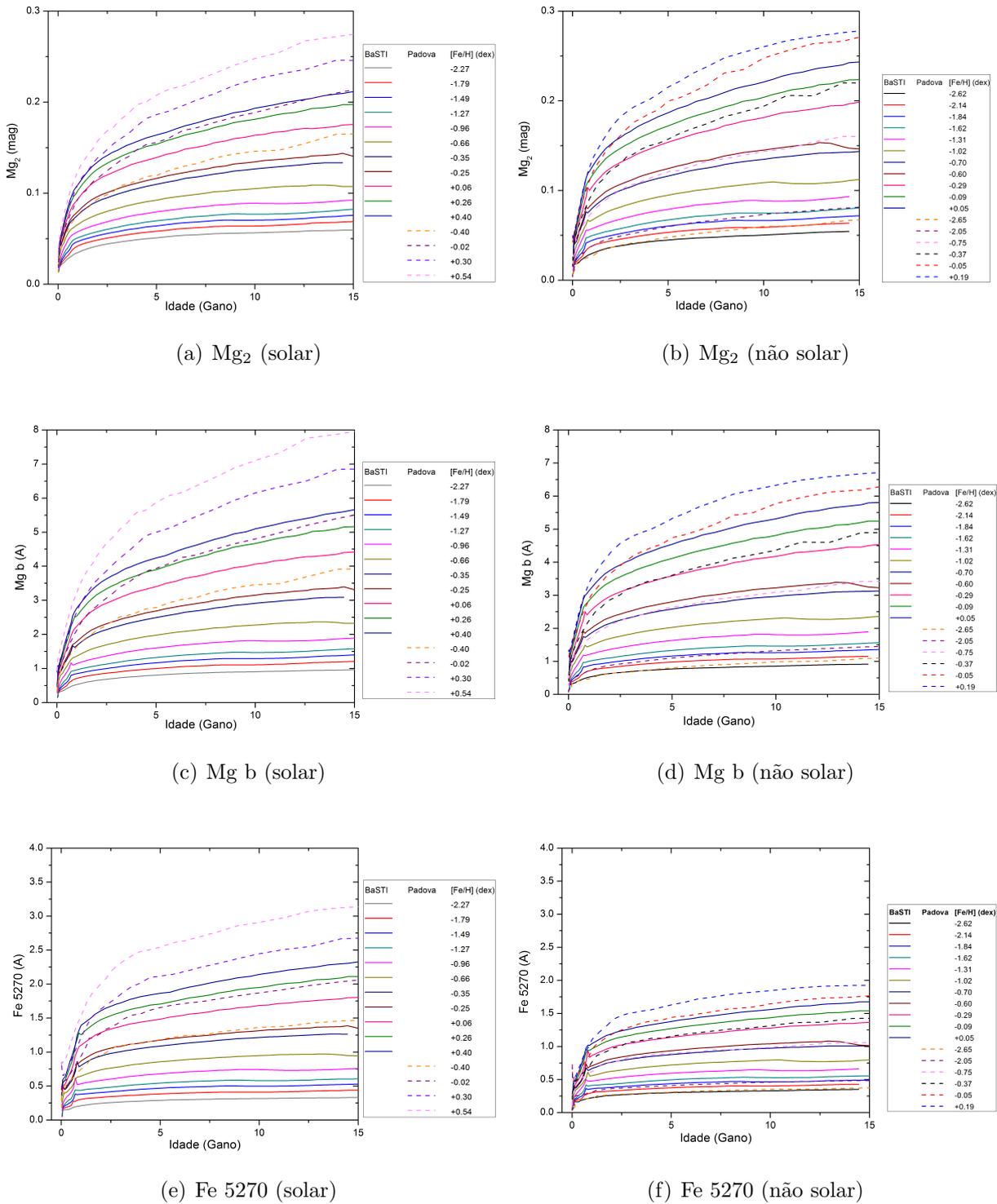
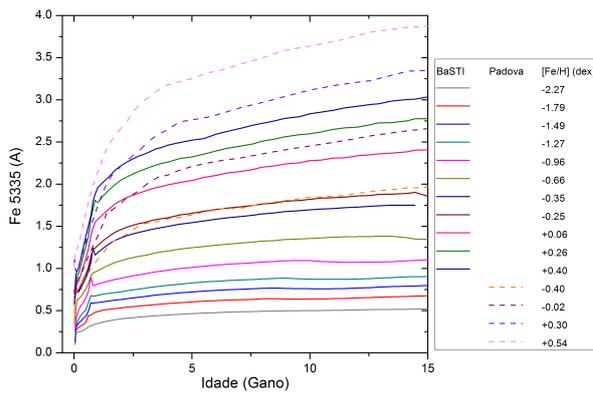
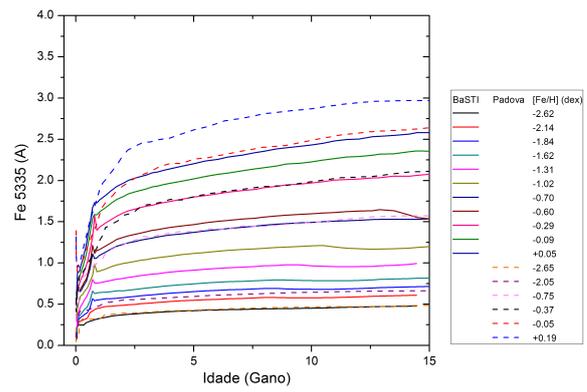


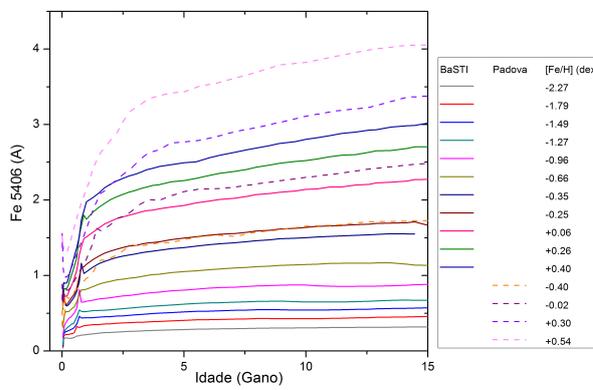
Figura 3.9: Índices integrados Mg_2 , $Mg\ b$ e $Fe\ 5270$ para as amostras solar (à esquerda) e não solar (à direita).



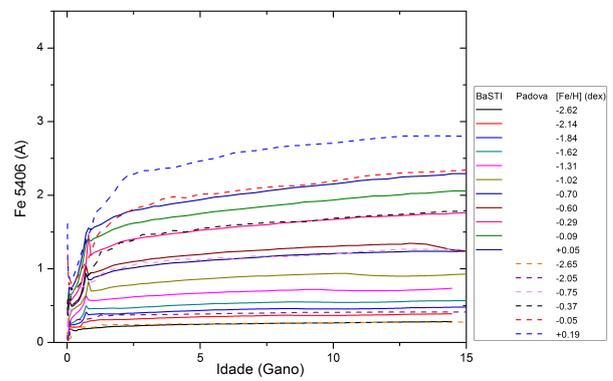
(a) Fe 5335 (solar)



(b) Fe 5335 (não solar)



(c) Fe 5406 (solar)



(d) Fe 5406 (não solar)

Figura 3.10: Índices integrados Fe 5335 e Fe 5406 para as amostras solar (à esquerda) e não solar (à direita).

3.4.1 Ca 4227

Os índices integrados tornam-se cada vez mais intensos com o aumento de τ (figs. 3.7(a) e 3.7(b)), variando numa taxa de 60 a 80 % ao longo de 10 Gano para $[\alpha/Fe]$ não solar e de 60 a 100 % para a razão solar. Quando analisado numa determinada idade, percebe-se que Ca 4227 apresenta o mesmo comportamento para ambas as razões $[\alpha/Fe]$, tornando-se crescente com o aumento da metalicidade (fig. 3.11). Mesmo o cálcio sendo um elemento α , a variação da razão $[\alpha/Fe]$ não significa necessariamente que ocorrerão índices mais intensos devido a um aumento da abundância de elementos α no cálculo do índice.

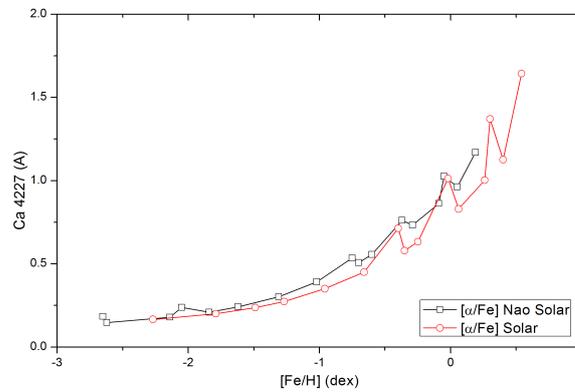


Figura 3.11: Análise do índice integrado Ca 4227 sob diferentes valores de $[Fe/H]$ ($\tau = 10$ Gano).

3.4.2 G4300

Os valores dos índices G4300 tornam-se praticamente constantes para idades acima de $\tau = 2$ Gano em média. Para a PES com razão não solar (fig. 3.7(d)), estes índices são menos intensos e apresentam uma baixa variação da intensidade ao longo de 10 Ganos (cerca de 2 a 4%) quando comparados com aqueles obtidos com $[\alpha/Fe]$ solar (fig. 3.7(c)), que apresenta uma variação da ordem de 4 a 10 % mas com índices mais ruidosos.

Comparando G4300 numa dada idade (figura 3.12), percebe-se que este índice é mais sensível à metalicidade apenas para a PES com razão $[\alpha/Fe]$ solar, indicando desta forma que o aumento da abundância de elementos α dentro da PES torna este índice menos sensível à metalicidade. Vale ressaltar que dentre todos os índices calculados apenas o G4300 apresenta uma forte diferença entre os índices com $[\alpha/Fe]$ solar e não solar.

Outro ponto a frisar é que para os índices com $[\alpha/Fe]$ não solar, nota-se claramente

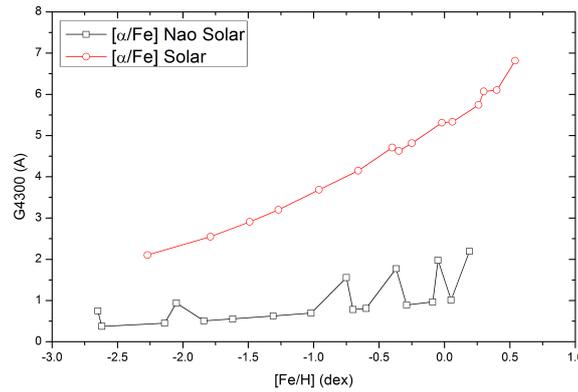


Figura 3.12: Análise do índice integrado G4300 sob diferentes valores de $[Fe/H]$ ($\tau = 10$ Gano).

uma diferença entre os índices calculados com as isócronas de Padova (mais intensos) e BaSTI. Para aqueles com abundância de elementos α solar, a diferença é muito menor.

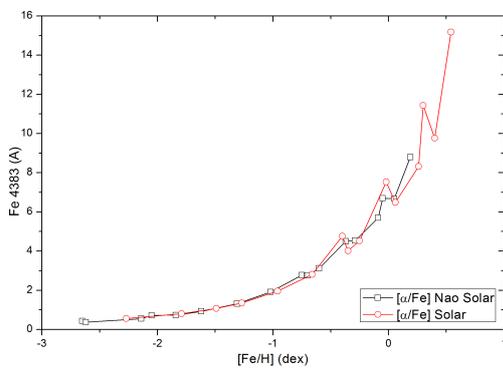
3.4.3 Índices do Ferro (*Fe 4383*, *Fe 4531*, *Fe 5015*, *Fe 5270*, *Fe 5335* e *Fe 5406*)

Para todos esses índices, o que se percebe é uma dependência muito forte com a metalicidade, como já esperado. Para os casos de alta metalicidade, os valores dos índices apresentam comportamento crescente em relação a idade e valores mais constantes para os casos de baixo $[Fe/H]$, como pode ser visto nas figuras. 3.10(a) e 3.10(b) para o caso de *Fe 5335*, por exemplo, que tem uma variação de 25 % em média em ambas as razões $[\alpha/Fe]$ dentro de um intervalo de 10 Gano. Neste mesmo intervalo de tempo, o índice *Fe 5406* apresenta comportamento similar ao *Fe 5335*, já os índices *Fe 5015* e *Fe 5270* apresentam variações diferentes de acordo com a razão $[\alpha/Fe]$ utilizada para o cálculo¹¹.

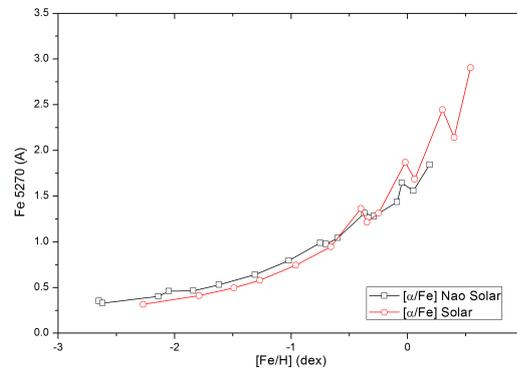
O índice *Fe 4531* apresenta um aumento de intensidade muito menor quando comparado aos outros índices de *Fe*; tal comportamento pode ser visto claramente a partir de $\tau = 3$ Gano em média nas figuras 3.8(a) e 3.8(b), onde esse índice varia (numa faixa de 10 Gano) em torno de 4 a 8 % para $[\alpha/Fe]$ solar e 9 a 15 % para a não solar. Em contrapartida, o índice *Fe 4383* é o que possui a maior taxa de variação, como pode ser visto nas figuras 3.7(e) e 3.7(f). Esta taxa fica em torno de 50 a 80 %, aproximadamente, para os índices com $[\alpha/Fe]$ solar e de 50 a 60 % para aqueles calculados com a razão não solar.

¹¹ O índice *Fe 5015* apresenta uma variação média de 17 % para $[\alpha/Fe]$ solar e 22 % para não solar. Já o índice *Fe 5270* apresenta uma variação de 35 % para $[\alpha/Fe]$ solar e 30 % para não solar em média.

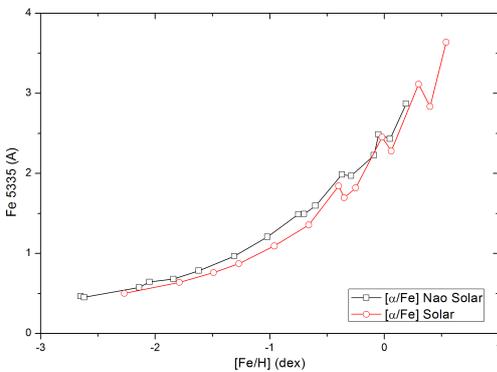
Ao avaliar os índices de Fe em várias faixas de idade, percebe-se que é possível dividir os índices calculados em dois grupos, de acordo com a sensibilidade apresentada à variação de $[\alpha/Fe]$. Os índices calculados para as linhas Fe 4383, Fe 5270, Fe 5335 e Fe 5406 apresentam a mesma intensidade tanto para $[\alpha/Fe]$ solar quanto não solar, mostrando desta forma a pouca sensibilidade que estes índices apresentam em relação à abundância de elementos α (fig. 3.13). Já os índices Fe 4531 e Fe 5015 apresentam uma maior sensibilidade à razão $[\alpha/Fe]$ pois o aumento desta produz índices mais intensos para metalicidades mais baixas em ambas as linhas¹² (fig. 3.14).



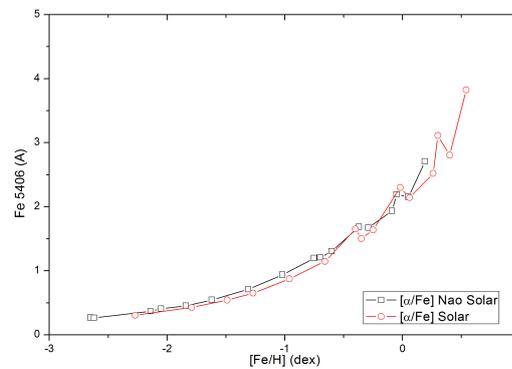
(a) Fe 4383



(b) Fe 5270



(c) Fe 5335



(d) Fe 5406

Figura 3.13: Análise dos índices do ferro com baixa sensibilidade à razão $[\alpha/Fe]$ ($\tau = 10$ Gano).

¹² Comparando diretamente os índices Fe 4531 e Fe 5015, o que se percebe é que a diferença entre os índices em relação a $[\alpha/Fe]$ é mais significativa para Fe 5015.

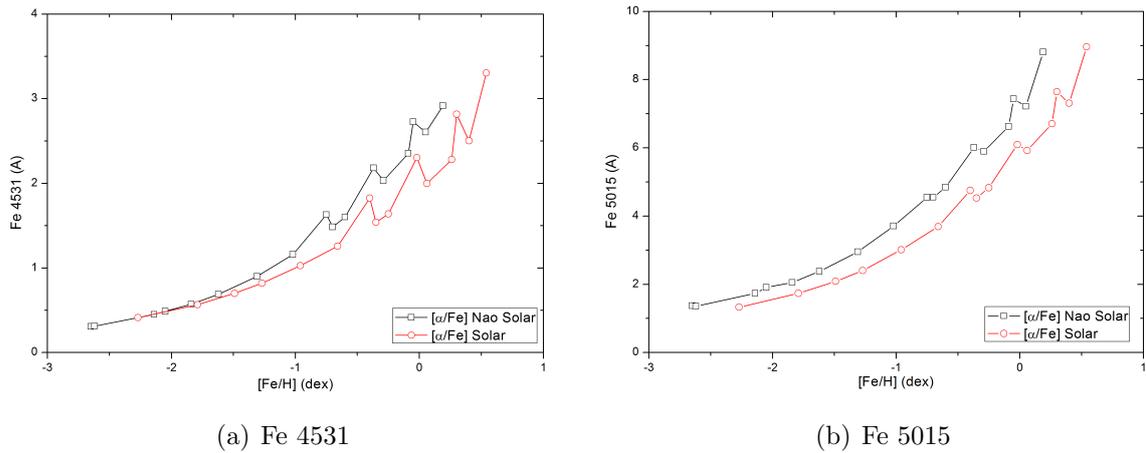


Figura 3.14: Análise dos índices do ferro com maior sensibilidade à razão $[\alpha/Fe]$ ($\tau = 10$ Gano).

3.4.4 $H\beta$

Corroborando com os dados já vistos em literatura (seção 2.2), o índice integrado $H\beta$ depende da idade mas muito pouco da metalicidade. As figuras 3.8(c) e 3.8(d) mostram essa característica ao comparar este índice calculado utilizando as isócronas com diversos valores de $[Fe/H]$ que, ao longo de 10 Ganos, apresentam uma queda de 55 e 45 % em média para baixas a altas metalicidades, respectivamente. A figura 3.16(a) faz uma comparação de diferentes metalicidades para uma mesma idade e mostrando a pouca sensibilidade deste índice em relação à metalicidade. O comportamento dos índices integrados $H\beta$ calculados neste trabalho se assemelham ao comportamento dos índices $H\beta$ produzidos por em Cervantes e Vazdekis (2009), que utilizou uma definição de banda diferente para este índice e, como banco de dados para a síntese, uma série de espectros sintéticos.

Para algumas isócronas, o $H\beta$ integrado começa a subir novamente para idades maiores que 10 Gano, como pode ser visto em detalhes na (figura 3.15). No caso dos índices calculados a partir do conjunto BaSTI apresentam-se mais intensos em ambas razões de $[\alpha/Fe]$ para metalicidades a partir de $[Fe/H] \lesssim -1.0$ dex, enquanto que $H\beta$ calculado a partir das isócronas de Padova apresentam um valor mais uniforme¹³ (fig. 3.16(b)). Uma possível razão para este aumento é que, acima desta idade, a luminosidade integrada da população estelar passa a ser dominada por estrelas de baixa massa que não saíram ainda

¹³ Para os índices com metalicidades acima de -1.0 dex, os índices calculados de ambas as isócronas apresentam comportamento similar, apresentando pouca sensibilidade em relação à $[Fe/H]$.

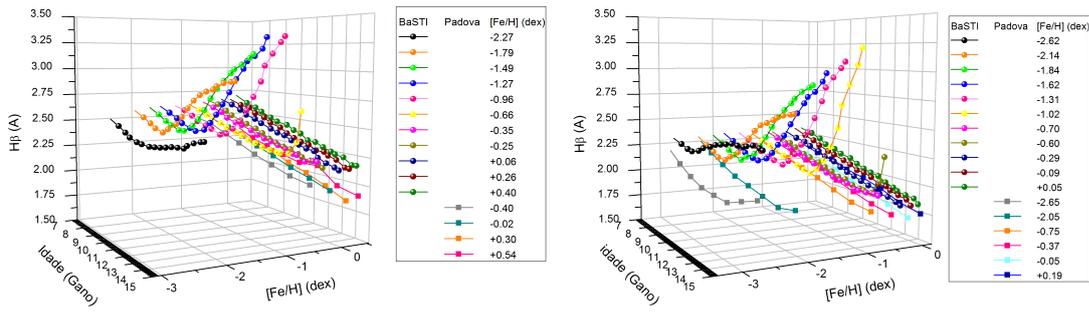


Figura 3.15: Comportamento do índice $H\beta$ para as razões solar (esquerda) e não solar (direita) a partir de $\tau \geq 7$ Gano.

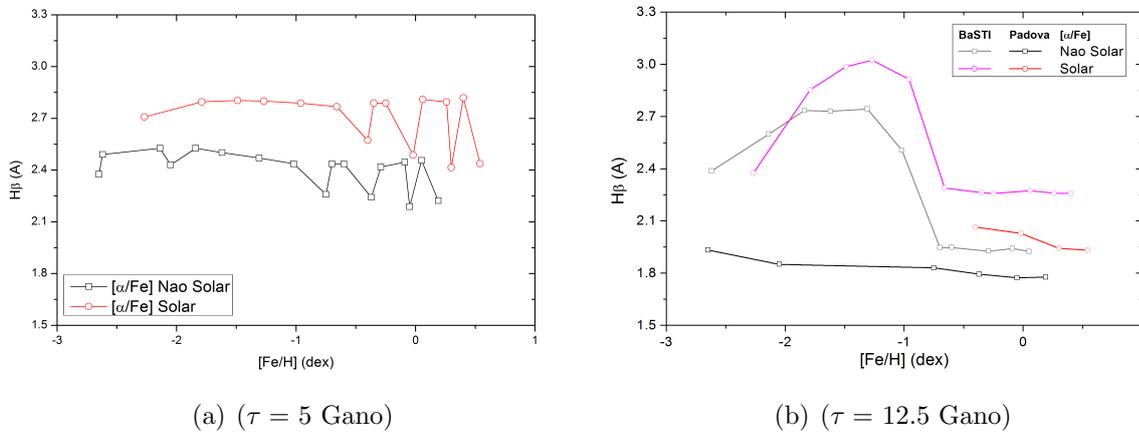


Figura 3.16: Análise do índice integrado $H\beta$ sob diferentes valores de $[Fe/H]$.

da sequência principal, e que possuem um valor mais elevado de $H\beta$. Já estrelas com maiores massa e luminosidade que se encontravam na fase de gigante ($H\beta$ mais baixo) e que dominavam a luminosidade total integrada começam a finalizar suas vidas.

Embora boa parte dos conjuntos de isócronas apresentem índices de $H\beta$ com baixo valor para idades acima de 10 Gano, a presença de isócronas que tendem aumentar o índice para valores maiores de τ indica que o $H\beta$, para metalicidades abaixo de -1.0 dex, não seja suficiente para determinar a idade de uma população estelar. Isto é, se um aglomerado estelar apresentar um valor de $H\beta$ sob estas condições, ele pode ser classificado tanto como uma estrutura jovem ou de idade avançada.

Mesmo com estas observações, se considerarmos que o $H\beta$ independe da metalicidade, é possível estabelecer uma relação direta entre a idade e este índice. Analisando as figuras 3.8(c) e 3.8(d), percebe-se que esta relação pode expressa através de uma lei de potência,

conforme visto na equação 3.9,

$$\log(H\beta) = \mathcal{A} + \mathcal{B} \cdot \log \tau(\text{Gano}) \quad (3.9)$$

sendo \mathcal{A} e \mathcal{B} valores a serem determinados via regressão para os índices do tipo solar e não solar, como visto na tabela 3.6.

Tabela 3.6 - Coeficientes \mathcal{A} e \mathcal{B} da equação 3.9

	\mathcal{A}	\mathcal{B}	$\sigma_{H\beta}$
Solar	0.7083	-0.3441	0.057
Não Solar	0.6725	-0.3603	0.067

3.4.5 Banda Mg_2 e Linha $Mg\ b$

Assim como relatado na seção 2.3, tanto a linha $Mg\ b$ quanto a banda Mg_2 apresentam comportamentos similares, inclusive em relação à idade e metalicidade. Ambos os índices tendem a aumentar sua intensidade ao longo do tempo e, dependendo do conjunto de isócronas utilizadas, a forma como estes índices tornam-se mais intensos é diferenciado. Tanto para o $Mg\ b$ quanto para o Mg_2 , aqueles calculados a partir das isócronas BaSTI tiveram um aumento menos expressivo comparado às de Padova em ambas as razões $[\alpha/Fe]$. Ao longo de 10 Gano, a linha $Mg\ b$ varia sua intensidade de 35 a 45 % para o conjunto BaSTi e de 45 a 60 % para o conjunto Padova; para a banda Mg_2 , no mesmo período de tempo, a variação vai de 35 a 45 % para o conjunto BaSTI e de 50 a 60 % para o conjunto Padova.

Estes dois índices também apresentam maior intensidade conforme o aumento da metalicidade, como pode ser visto nas figuras 3.9(a), 3.9(b), 3.9(c) e 3.9(d). Fixando a idade em 10 Gano, o que se percebe é que ambos os índices apresentam maiores intensidades quanto maior a metalicidade e maior a razão $[\alpha/Fe]$ (fig. 3.17).

3.5 O Par Idade-Metalicidade

A partir da análise do comportamento dos índices calculados, foram desenvolvidos ajustes que parametrizassem os índices integrados em função do par idade-metalicidade. Para a metalicidade, o que se percebe é que as funções podem ser descritas na forma de

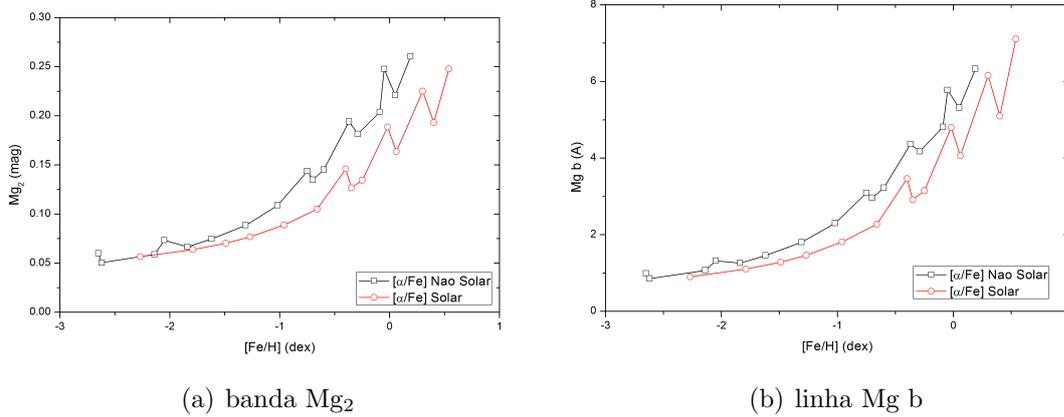


Figura 3.17: Análise do índice $Mg\ b$ (direita) e Mg_2 (esquerda) sob diferentes valores de $[Fe/H]$ ($\tau = 10$ Gano).

ajustes logarítmicos, vinculando o $\log(indice)$ ao $[Fe/H]$; para a idade, assim como já descrito para $H\beta$, o comportamento do índice pode ser descrito como uma lei de potência em função de τ . De maneira adequada, foi elaborada uma função que descrevesse estas características, o que resultou no ajuste empírico 3.10 ,

$$\log(indice) = \mathcal{A} + \mathcal{B} \cdot \log \tau(\text{Gano}) + \mathcal{C} \cdot [Fe/H] \quad (3.10)$$

sendo \mathcal{A} , \mathcal{B} e \mathcal{C} coeficientes determinados para cada um dos índices calculados. Os coeficientes obtidos para cada um dos índices de acordo com a razão $[\alpha/Fe]$ são apresentados na tabela 3.7. A qualidade para cada um dos ajustes foi suficiente para descrever inclusive o comportamento dos índices para idades mais baixas. Na tabela também é possível avaliar a baixa sensibilidade da linha $H\beta$ quanto à metalicidade comparando com os coeficientes da tabela 3.6.

Tabela 3.7 - Coeficientes \mathcal{A} , \mathcal{B} e \mathcal{C} do ajuste 3.10

$\log(\text{índice})$	$[\alpha/Fe]$	\mathcal{A}	\mathcal{B}	\mathcal{C}	$\sigma_{\log(\text{índice})}$
Ca 4227	Solar	-0.5191	0.4521	0.3241	0.074
	Não Solar	-0.4787	0.4494	0.2993	0.077
G4300	Solar	0.6746	0.0523	0.1808	0.023
	Não Solar	0.1312	-0.0378	0.1814	0.142
Fe 4531	Solar	0.2619	0.0663	0.3282	0.046
	Não Solar	0.3306	0.1423	0.3812	0.083
$H\beta$	Solar	0.7026	-0.3459	-0.0113	0.056
	Não Solar	0.6650	-0.3601	-0.0071	0.067
Fe 5015	Solar	0.6219	0.1489	0.2886	0.047
	Não Solar	0.6859	0.2269	0.3006	0.124
Mg_2	Solar	-1.0677	0.2821	0.2059	0.044
	Não Solar	-0.9583	0.3128	0.2498	0.062
Mg b	Solar	0.3066	0.3024	0.2968	0.057
	Não Solar	0.4383	0.2970	0.3077	0.063

Em alguns casos (como por exemplo, o Fe 4383 e o Fe 5406), o ajuste determinado é praticamente o mesmo tanto para $[\alpha/Fe]$ solar quanto não solar. Desta forma, optou-se para estes casos elaborar um ajuste misto não levando em consideração a razão $[\alpha/Fe]$, não os distinguindo entre solar e não solar (tabela 3.8). Através do $\sigma_{\text{índice}}$, percebe-se que o ajuste para o caso misto consegue descrever com qualidade a relação entre o índice e o par idade-metalicidade.

Para o índice G4300, os comportamentos distintos observados nas razões $[\alpha/Fe]$ solar e não solar acaba sendo expressa nos ajustes realizados para este índice.

No caso do índice $H\beta$, que apresenta uma sensibilidade muito baixa em relação à $[Fe/H]$, é possível assumir $\mathcal{C} = 0$ na equação 3.10, resultando na lei de potência 3.9 citada anteriormente¹⁴. Todavia, para idades mais avançadas ($\tau \gtrsim 10$ Gano), os dois ajustes conseguem descrever bem o comportamento dos índices calculados que utilizaram metalicidades mais altas.

¹⁴ Comparando os coeficientes \mathcal{A} e \mathcal{B} das equações 3.9 e 3.10, nota-se a forte semelhança entre os valores. A qualidade do ajuste (σ) também é equivalente para ambas as equações e ambos os casos de razão $[\alpha/Fe]$.

Tabela 3.8 - Coeficientes \mathcal{A} , \mathcal{B} e \mathcal{C} da relação 3.10 para os índices insensíveis a $[\alpha/Fe]$

$\log(\text{índice})$	\mathcal{A}	\mathcal{B}	\mathcal{C}	$\sigma_{\log(\text{índice})}$
Fe 4383	0.4135	0.4128	0.4800	0.104
Fe 5270	-0.0170	0.2434	0.2944	0.087
Fe 5335	0.1696	0.2127	0.2865	0.077
Fe 5406	0.1363	0.2185	0.3692	0.114

Banco de Dados

Para avaliar as informações obtidas através da síntese de PES, foi construído um catálogo com dados espectrofotométricos de aglomerados globulares. Este catálogo apresenta informações sobre a magnitude absoluta (sistema Johnson-Cousins), índices espectroscópicos, idade e metalicidade. Inicialmente, foram procurados aglomerados cujas idades e metalicidades não tivessem sido determinadas através da síntese de PES, com o objetivo de estimar a qualidade das idades e metalicidades integradas obtidas neste trabalho através da síntese de cores e índices integrados. Foi dada preferência a idades estimadas através do diagrama cor-magnitude e metalicidades estimadas espectroscopicamente através das linhas de Fe I e Fe II de estrelas de cada aglomerado.

Procurou-se selecionar aglomerados numa faixa mais extensa possível de $[Fe/H]$, portanto, foram também escolhidos aglomerados globulares presentes nas Nuvens de Magalhães, que contém um número razoável de aglomerados ricos em metais. A pesquisa na literatura tomou também como diretriz informações sobre aglomerados publicadas pelo menos nos últimos dez anos. Artigos presentes no sistema *ADS/NASA*¹ foram utilizados como base para consulta de informações e dados dos aglomerados.

Informações sobre coordenadas celestes e/ou o nome de um mesmo aglomerado para diversos catálogos (como catálogos *NGC*, *Messier* e *OGLE-LMC*, por exemplo) foram obtidas através dos bancos de dados *SimbaD*² e *VizieR*, disponibilizados pelo *CDS*³. Outra base de dados utilizada de forma complementar foi o *NED*⁴, que forneceu informações fotométricas

¹ *SAO/NASA Astrophysics Data System*, disponível em <http://www.adsabs.harvard.edu/> .

² <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/> .

³ Em francês: *Centre de Données astronomiques de Strasbourg*. Disponível em <http://cds.u-strasbg.fr/> .

⁴ Em inglês: *NASA/IPAC Extragalactic Database*, disponível em <http://ned.ipac.caltech.edu/> .

sobre os aglomerados listados neste trabalho.

Alguns trabalhos encontrados, como Dias et al. (2010), reuniram informações sobre a idade e metalicidade de alguns objetos coletados na literatura. O próximo passo foi encontrar informações espectrofotométricas dos aglomerados presentes nesta base de dados (como NGC 104). Além disso, a bibliografia presente em outros trabalhos como este possibilitou a pesquisa de publicações mais antigas, de forma a obter novas informações sobre outros aglomerados e, possivelmente, encontrar catálogos com maior detalhamento sobre os aglomerados. Um exemplo de catálogos encontrados foi o de Harris (1996), que reuniu informações atualizadas de 147 aglomerados globulares da Via Láctea⁵. Alguns exemplos de dados presentes nesse catálogo são: localização, distância, velocidade de afastamento, metalicidade, luminosidade, cores, avermelhamento etc. Apesar da data de publicação deste catálogo ser de 1996, os parâmetros dos aglomerados vêm sendo atualizados constantemente⁶.

A seguir, são listados em ordem cronológica os artigos estudados e informações que foram coletadas para a compilação da base de dados, que contém 49 aglomerados (37 da Via Láctea e 12 da Grande Nuvem de Magalhães).

- Beasley et al. (2002): o trabalho faz uma análise de 24 aglomerados da Grande Nuvem de Magalhães, listando para cada objeto os índices de Lick (base: Trager et al., 1998), além dos índices $H\beta$, $H\gamma$ e $H\delta$, descritos em Worthey e Ottaviani (1997). As idades foram obtidas via PES e são comparadas com idades obtidas através de diagramas cor-magnitude ou de espectroscopia integrada de outros autores.
- Puzia et al. (2002): faz uma análise espectroscópica de aglomerados galácticos ricos em metais. O objetivo deste estudo foi elaborar funções empíricas com os índices sensíveis à metalicidade e analisar a metalicidade do bojo galáctico considerando a abundância de Fe em relação à distância galactocêntrica destes aglomerados. Para a definição dos índices, foi usado como base o trabalho de Trager et al. (1998).
- Salaris e Weiss (2002): analisa a distribuição de idade e metalicidade de 55 aglomerados presentes na Via Láctea considerando a metodologia aplicada para a determinação destes parâmetros e, com o uso de dados fotométricos nas bandas V e I ,

⁵ Disponível na página <http://physwww.mcmaster.ca/~harris/Databases.html> .

⁶ última atualização do catálogo: 2010 .

determina idades absolutas e relativas destes aglomerados. Além das medidas do fluxo para as cores ($B - V$) e ($V - I$), foi avaliada a diferença de luminosidade entre a sequência de *turnoff* e o ramo horizontal obtidas em outros trabalhos. Os aglomerados globulares mais ricos em metais apresentaram uma maior dispersão na determinação da idade dependendo da metodologia utilizada e, independente da faixa de metalicidades, os aglomerados mais próximos do centro galáctico apresentaram idades similares, com um aumento da dispersão proporcional à distância destes objetos em relação ao núcleo galáctico.

- McLaughlin e van der Marel (2005): apresenta informações de cerca de 153 aglomerados estelares encontrados na Galáxia e nas Nuvens de Magalhães. Estas informações foram úteis para a análise de propriedades dinâmicas destes aglomerados. Com o processo de síntese de populações, foi possível entender algumas propriedades fotométricas destes aglomerados, como avermelhamento e cores intrínsecas. As idades e metalicidade destes objetos foram resultado do trabalho de Mackey e Gilmore (2004), que determinou tais informações via diagrama cor-magnitude.
- Schiavon et al. (2005): mediu o espectro integrado de 40 aglomerados globulares da Galáxia em alta resolução com a proposta de obter informações sobre abundâncias química destes aglomerados e, conseqüentemente, desenvolver uma biblioteca de espectros integrados destes objetos. Para as medidas dos índices, foi tomado como base a definição de Worthey et al. (1994).
- De Angeli et al. (2005): determinou a idade de cerca de 55 aglomerados globulares (ricos, intermediários e pobres em metais) medindo a razão entre a sequência de *turnoff* e o ramo horizontal. Utiliza como base para a determinação da idade as isócronas BaSTI (ver seção 3.2). Neste trabalho, alguns dos objetos têm suas idades determinadas a partir de observações na banda V , enquanto que outros têm idades determinadas através de dados obtidos pelo telescópio espacial Hubble. Em ambas observações, foram utilizados os procedimentos descritos em Zinn e West (1984) e Carretta et al. (2001) para determinar a metalicidade e a idade dos aglomerados. A amostra mais velha apresenta metalicidades mais baixas ($[Fe/H] < -1.7$), enquanto os mais jovens apresentam metalicidades acima de 0.8 dex, com uma baixa dispersão de idade. Vale lembrar que as idades apresentadas neste trabalho são relativas e,

portanto, para obter a idade destes aglomerados, é necessário ter uma informação de referência. No caso, foi utilizado a idade de NGC 104 obtida via fotometria⁷ por Zoccali et al. (2001).

- Grocholski et al. (2006): Catálogo que obteve o espectro em infravermelho de cerca de 200 estrelas em 28 aglomerados mais populosos da Grande Nuvem de Magalhães. O objetivo desta missão foi, através de espectroscopia, determinar as velocidades radiais e também suas metalicidades. Em oito destes aglomerados, a metalicidade fora determinada através de medidas diretas das estrelas que compunham a estrutura. Para alguns aglomerados da amostra⁸, a metalicidade também fora determinada via diagrama H-R, haja vista que era a primeira vez que este parâmetro era medido em tais objetos. O trabalho também mediu as abundâncias do tripleto de Ca II.
- Glatt et al. (2008): realizou uma análise fotométrica de 6 aglomerados globulares da pequena Nuvem de Magalhães. A idade destes aglomerados foi determinada através de diversos tipos de isócronas, sendo algumas delas as de Girardi et al. (2000) e Pietrinferni et al. (2004). A partir destas idades, foi possível entender o processo de formação de aglomerados estelares dentro da Pequena Nuvem.
- Colucci et al. (2011): determinou a idade e abundância de Fe de nove aglomerados globulares através espectroscopia de alta resolução. As idades foram obtidas via diagramas cor-magnitude, utilizando para isso as isócronas BaSTI. As abundâncias de Fe foram analisadas através das linhas Fe I e Fe II.
- Piatti (2011): apresenta resultados da análise de idade e metalicidade de 11 aglomerados da Pequena Nuvem de Magalhães. Tais dados foram determinados via processos fotométricos e diagrama cor-magnitude. O objetivo foi entender os processos de formação estelar destes aglomerados.
- Pipino e Danziger (2011): observaram 23 aglomerados globulares da Galáxia com o objeto de realizar calibrações em alguns dos índices de Lick, usando como base os índices definidos em Trager et al. (1998). A partir deste trabalho, notou-se uma variação linear de alguns índices com a metalicidade. Desta forma, seria possível criar

⁷ Idade de NGC 104 adotada: 13.0 ± 2.5 Ganos.

⁸ NGC 1718 e NGC 2193.

um indicador de metalicidade de aglomerado a partir destes índices para objetos com $[Fe/H] > -2.0$. As metalicidades destes objetos foram obtidas a partir do catálogo de Harris (1996).

- Thomas et al. (2011): foi construído, neste trabalho, um modelo de população estelar a partir da calibração de fluxo dos índices de Lick para 55 aglomerados⁹, com o objetivo de estimar a abundância química de alguns elementos através da luz integrada emitida pelos aglomerados. As idades são estimadas utilizando esse modelo através das isócronas de Padova e Cassisi et al. (1997). Todas as informações sobre os índices, idades e abundâncias químicas de cada objeto deste trabalho estão disponíveis em <http://www.icg.port.ac.uk/~thomasd>.
- Cezario et al. (2013): utilizou modelos de população estelar para determinar a idade e metalicidade de uma amostra de 38 aglomerados globulares de M31 e mais 41 aglomerados globulares galácticos. Para a análise do perfil espectral do aglomerado, foi utilizado o código *ULySS*¹⁰, que realiza uma comparação do espectro observado com espectros reproduzidos vias PES teóricas. Os aglomerados globulares foram utilizados como uma amostra de controle, de tal forma a verificar a qualidade dos dados a serem analisados; para alguns aglomerados galácticos, vários espectros foram medidos devido a diferentes posições que o aglomerado se encontrava na fenda de medida do espectro.

Os dados apresentados na tabela 4.1 são referentes aos aglomerados que contém informações completas quanto a idade, metalicidade e índices espectroscópicos. As informações fotométricas exibidas resultam da combinação de dados presentes nos catálogos de Harris (1996) e Bica et al. (1996) para os objetos da Via Láctea e Grande Nuvem de Magalhães, respectivamente. Também nesta tabela são apresentados os valores das magnitudes absolutas calculadas a partir dos fluxos medidos nas bandas U , B e V e da distância destes objetos em relação à Terra. Vale ressaltar que alguns dos aglomerados da Grande Nuvem citados neste trabalho não apresentam informações sobre sua distância e, por conta disso, para a o cálculo das magnitudes foi adotado $d = 49.97$ kpc (Pietrzyński et al., 2013), que é a distância média¹¹ da GNM.

⁹ Índices medidos por Puzia et al. (2002) e Schiavon et al. (2005).

¹⁰ Ver Koleva et al. (2009).

¹¹ Determinada por estudo de binárias eclipsantes.

Ainda na tabela 4.1, na última coluna são apresentadas as referências dos trabalhos de onde foram coletadas as informações de idade e metalicidade para cada um dos aglomerados. Em alguns casos, um mesmo trabalho apresenta dois valores diferentes para idade e metalicidade para um mesmo objeto por conta da utilização de metodologias diferentes para determinar estes parâmetros (como visto em De Angeli et al., 2005, por exemplo).

Nas tabelas seguintes são apresentados os dados espectroscópicos e seus respectivos desvios de cada um dos aglomerados citados na tabela 4.1. Os índices Ca 4227, G4300, Fe 4383, Fe 4531 e o índice $H\beta$ são apresentados na tabela 4.2, e os índices Fe 5015, Mg b, Fe 5270, Fe 5335, Fe 5406 e a banda Mg_2 são listados na tabela 4.3. Estes índices serão usados para comparação com os índices integrados neste trabalho no capítulo 5.

No apêndice B são apresentadas as magnitudes aparentes, excesso de cor e distância de cada um dos aglomerados apresentados neste capítulo (seção B.2). Os outros índices de Lick medidos para estes aglomerados podem ser vistos na seção B.3.

Tabela 4.1 - Magnitudes absolutas, idade e metalicidade de aglomerados (com dados obtidos em literatura)

Objeto	M_U (mag)	M_B (mag)	M_V (mag)	Idade (Gano)	[Fe/H] (dex)	Referência
NGC 104	-8.16	-8.53	-9.41	13.5 ± 2.5	-0.78	De Angeli et al. (2005)
				13.5 ± 2.5	-0.70	De Angeli et al. (2005)
				10.7 ± 1.0	-0.78	Salaris et al. (2002)
				10.7 ± 1.0	-0.71	Salaris et al. (2002)
					-0.72	Harris (1996)
				13.0 ± 2.6		Cezario et al. (2013)
NGC 362	-7.34	-7.50	-8.27	10.1 ± 2.3	-1.09	De Angeli et al. (2005)
				10.3 ± 2.4	-1.33	De Angeli et al. (2005)
				8.7 ± 1.5	-1.09	Salaris et al. (2002)
				9.5 ± 1.5	-1.33	Salaris et al. (2002)
					-1.26	Harris (1996)
NGC 1718	-5.47	-5.73	-6.49	1.81 ± 0.31		Beasley et al (2002)
					-0.80 ± 0.03	Grocholski et al. (2006)
				2.1		Colucci et al. (2011)
NGC 1751	-5.70	-5.97	-6.76	1.48 ± 0.55		Beasley et al (2002)
					-0.44 ± 0.05	Grocholski et al. (2006)
NGC 1754	-6.02	-6.17	-6.92	15.6 ± 2.3	-1.42 ± 0.15	Beasley et al (2002)
				12.9 ± 2.1	-1.54 ± 0.20	McLaughlin et al. (2005)
NGC 1786	-6.73	-6.83	-7.57	15.1 ± 3.1		Beasley et al (2002)
				12.9 ± 2.1	-1.87 ± 0.20	McLaughlin et al. (2005)
NGC 1806	-6.35	-6.66	-7.39	0.50 ± 0.10	-0.71 ± 0.74	Beasley et al (2002)
NGC 1835	-7.24	-7.37	-8.10	16.6 ± 2.9		Beasley et al (2002)
				16.2 ± 2.8	-1.62 ± 0.15	Beasley et al (2002)
				12.9 ± 2.1	-1.79 ± 0.20	McLaughlin et al. (2005)
NGC 1846	-6.06	-6.37	-7.14	2.85 ± 0.10		Beasley et al (2002)
					-0.49 ± 0.03	Grocholski et al. (2006)
NGC 1851	-7.34	-7.51	-8.27	10.9 ± 2.5	-1.03	De Angeli et al. (2005)
				10.9 ± 2.5	-1.23	De Angeli et al. (2005)
				9.2 ± 1.1	-1.03	Salaris et al. (2002)
				9.1 ± 1.1	-1.23	Salaris et al. (2002)
				10.2 ± 1.1	-1.21	Schiavon et al. (2005)
				10.6 ± 2.1		Cezario et al. (2013)
NGC 1856	-7.85	-7.95	-8.30	0.120 ± 0.030		Beasley et al (2002)
				0.1318 ± 0.0061	-0.52 ± 0.20	McLaughlin et al. (2005)
NGC 1898	-5.79	-5.87	-6.63	13.5 ± 2.2	-1.18 ± 0.16	Beasley et al (2002)
				14.0 ± 2.3		Beasley et al (2002)
				12.9 ± 2.1	-1.37 ± 0.20	McLaughlin et al. (2005)
NGC 1904 (M79)	-7.11	-7.17	-7.82	11.7 ± 2.7	-1.37	De Angeli et al. (2005)
				12.3 ± 2.9	-1.67	De Angeli et al. (2005)
				11.7 ± 1.3	-1.37	Salaris et al. (2002)
				12.6 ± 1.3	-1.67	Salaris et al. (2002)
				11.5 ± 1.1	-1.55	Schiavon et al. (2005)
				11.4 ± 2.4		Cezario et al. (2013)
NGC 1978	-6.72	-6.97	-7.75	2.00 ± 0.74		Beasley et al (2002)
				1.90	-0.96	Colucci et al. (2011)
NGC 2005	-5.99	-6.19	-6.92	15.5 ± 4.9	-1.35 ± 0.15	Beasley et al (2002)
				16.6 ± 5.1		Beasley et al (2002)
				12.9 ± 2.1	-1.92 ± 0.20	McLaughlin et al. (2005)
				10.0	-1.80	Colucci et al. (2011)
NGC 2019	-6.71	-6.87	-7.63	16.3 ± 3.1	-1.23 ± 0.15	Beasley et al (2002)
				17.8 ± 3.2		Beasley et al (2002)
					-1.31 ± 0.05	Grocholski et al. (2006)
				12.9 ± 2.1	-1.81 ± 0.20	McLaughlin et al. (2005)
				10.0	-1.37	Colucci et al. (2011)
NGC 2298	-4.96	-5.13	-5.88	12.9 ± 1.1	-1.97	Schiavon et al. (2005)
				12.6 ± 1.4	-1.71	Salaris et al. (2002)
				12.9 ± 1.4	-1.85	Salaris et al. (2002)
				12.6 ± 2.6		Cezario et al. (2013)
NGC 2808	-7.51	-7.79	-8.71	9.8 ± 2.2	-1.11	De Angeli et al. (2005)
				10.1 ± 2.3	-1.36	De Angeli et al. (2005)

Continua na próxima página. . .

Tabela 4.1 - Continuação

Objeto	M_U (mag)	M_B (mag)	M_V (mag)	Idade (Gano)	[Fe/H] (dex)	Referência
				9.3 ± 1.1	-1.11	Salaris et al. (2002)
				10.2 ± 1.1	-1.36	Salaris et al. (2002)
				11.8 ± 1.1	-1.29	Schiavon et al. (2005)
NGC 3201	-5.36	-5.74	-6.70	10.2 ± 2.2	-1.24	De Angeli et al. (2005)
				10.8 ± 2.4	-1.53	De Angeli et al. (2005)
				11.3 ± 1.1	-1.24	Salaris et al. (2002)
				12.1 ± 1.1	-1.53	Salaris et al. (2002)
				11.0 ± 1.1	-1.56	Schiavon et al. (2005)
					-1.53	Harris (1996)
NGC 4833	-5.97	-6.26	-7.19	13.0 ± 1.9		Cezario et al. (2013)
				13.6 ± 2.8	-1.71	De Angeli et al. (2005)
NGC 5286	-6.84	-7.12	-8.00	14.1 ± 2.9	-1.92	De Angeli et al. (2005)
				13.2 ± 1.1	-1.51	Schiavon et al. (2005)
NGC 5904 (M 5)	-7.84	-8.01	-8.73	10.7 ± 2.3	-1.12	De Angeli et al. (2005)
				11.2 ± 2.4	-1.38	De Angeli et al. (2005)
				10.9 ± 1.1	-1.12	Salaris et al. (2002)
				11.6 ± 1.1	-1.38	Salaris et al. (2002)
				11.2 ± 1.1	-1.26	Schiavon et al. (2005)
					-1.29	Harris (1996)
NGC 5927	-4.26	-5.11	-6.42	10.6 ± 2.2		Cezario et al. (2013)
				12.6 ± 2.6	-0.64	De Angeli et al. (2005)
				13.1 ± 2.7	-0.32	De Angeli et al. (2005)
				11.2 ± 1.1	-0.64	Schiavon et al. (2005)
NGC 5946	-3.78	-4.23	-5.52	12.1 ± 2.4		Cezario et al. (2013)
				12.1 ± 3.2	-1.22	De Angeli et al. (2005)
				12.5 ± 3.2	-1.39	De Angeli et al. (2005)
				10 ± 1.2	-1.54	Schiavon et al. (2005)
NGC 5986	-6.37	-6.67	-7.57	11.7 ± 3.0		Cezario et al. (2013)
				12.0 ± 2.5	-1.35	De Angeli et al. (2005)
				12.7 ± 2.6	-1.65	De Angeli et al. (2005)
				12.9 ± 1.1	-1.53	Schiavon et al. (2005)
NGC 6121 (M 4)	-4.62	-5.05	-6.08	11.6 ± 2.3		Cezario et al. (2013)
				12.0 ± 2.6	-1.05	De Angeli et al. (2005)
				12.3 ± 2.6	-1.27	De Angeli et al. (2005)
				11.7 ± 1.1	-1.05	Salaris et al. (2002)
				11.9 ± 1.1	-1.27	Salaris et al. (2002)
NGC 6171 (M 107)	-4.31	-5.00	-6.10		-1.16	Harris (1996)
				13.2 ± 1.1	-1.15	Schiavon et al. (2005)
				12.6 ± 2.8	-0.95	De Angeli et al. (2005)
				12.6 ± 2.8	-1.09	De Angeli et al. (2005)
				11.70 ± 0.80	-0.95	Salaris et al. (2002)
				11.70 ± 0.80	-1.09	Salaris et al. (2002)
NGC 6218 (M 12)	-5.68	-5.88	-6.71	13.8 ± 1.1	-1.13	Schiavon et al. (2005)
				13.0 ± 2.7		Cezario et al. (2013)
				12.6 ± 2.9	-1.14	De Angeli et al. (2005)
				13.1 ± 3.0	-1.40	De Angeli et al. (2005)
				12.5 ± 1.3	-1.14	Salaris et al. (2002)
				12.7 ± 1.3	-1.40	Salaris et al. (2002)
					-1.37	Harris (1996)
				13.5 ± 1.1	-1.48	Puzia et al. (2002)
NGC 6235	-3.84	-4.28	-5.33	13.5 ± 1.0	-1.32	Schiavon et al. (2005)
				12.1 ± 2.5		Cezario et al. (2013)
				12.1 ± 3.2	-1.18	De Angeli et al. (2005)
				12.7 ± 3.2	-1.46	De Angeli et al. (2005)
NGC 6254 (M 10)	-5.49	-5.72	-6.62	10.2 ± 1.2	-1.36	Schiavon et al. (2005)
				11.7 ± 3.0		Cezario et al. (2013)
				11.4 ± 2.6	-1.25	De Angeli et al. (2005)
				12.0 ± 2.7	-1.55	De Angeli et al. (2005)
				11.8 ± 1.1	-1.25	Salaris et al. (2002)
				12.2 ± 1.1	-1.55	Salaris et al. (2002)
				12.3 ± 1.1	-1.51	Schiavon et al. (2005)
					-1.56	Harris (1996)

Continua na próxima página. . .

Tabela 4.1 - Continuação

Objeto	M_U (mag)	M_B (mag)	M_V (mag)	Idade (Gano)	[Fe/H] (dex)	Referência
NGC 6266 (M 62)	-6.00	-6.52	-7.71	11.3 ± 2.3		Cezario et al. (2013)
				12.6 ± 2.6	-1.02	De Angeli et al. (2005)
				12.8 ± 2.7	-1.23	De Angeli et al. (2005)
				10.5 ± 1.1	-1.20	Schiavon et al. (2005)
NGC 6284	-5.70	-6.10	-7.09	12.1 ± 2.4		Cezario et al. (2013)
				11.9 ± 2.5	-1.13	De Angeli et al. (2005)
				12.0 ± 2.4	-1.24	De Angeli et al. (2005)
				9.6 ± 1.1	-1.32	Puzia et al. (2002)
NGC 6304	-3.50	-4.32	-5.63	9.6 ± 1.1	-1.27	Schiavon et al. (2005)
				11.4 ± 2.3		Cezario et al. (2013)
				12.0 ± 1.1	-0.66	Schiavon et al. (2005)
				13.5 ± 2.8		Cezario et al. (2013)
NGC 6342	-2.96	-3.73	-4.99	12.8 ± 2.7	-0.69	De Angeli et al. (2005)
				12.8 ± 2.7	-0.66	De Angeli et al. (2005)
				10.5 ± 1.1	-1.01	Schiavon et al. (2005)
					-0.55	Harris (1996)
NGC 6352	-4.08	-4.72	-5.78	12.3 ± 2.5		Cezario et al. (2013)
				11.5 ± 1.1	-0.70	Schiavon et al. (2005)
				9.9 ± 1.4	-0.70	Salaris et al. (2002)
				9.7 ± 1.4	-0.50	Salaris et al. (2002)
NGC 6362	-5.53	-5.82	-6.67		-0.64	Harris (1996)
				12.6 ± 2.6		Cezario et al. (2013)
				11.8 ± 2.7	-0.99	De Angeli et al. (2005)
				11.9 ± 2.8	-1.18	De Angeli et al. (2005)
NGC 6388	-6.43	-7.09	-8.26	11.1 ± 1.3	-0.99	Salaris et al. (2002)
				11.1 ± 1.3	-1.08	Salaris et al. (2002)
				13.5 ± 1.1	-1.17	Schiavon et al. (2005)
					-0.99	Harris (1996)
NGC 6441	-6.09	-6.90	-8.17	12.1 ± 2.4		Cezario et al. (2013)
				11.5 ± 1.1	-0.60	Puzia et al. (2002)
NGC 6528	-2.27	-3.36	-4.89	12.0 ± 1.1	-0.68	Schiavon et al. (2005)
				11.0 ± 1.1	-0.53	Puzia et al. (2002)
				11.0 ± 1.1	-0.65	Schiavon et al. (2005)
					-0.17	Puzia et al. (2002)
NGC 6544	-2.43	-3.16	-4.62		-0.10	Schiavon et al. (2005)
					-0.11	Harris (1996)
				12.6 ± 2.5		Cezario et al. (2013)
				11.1 ± 2.5	-1.20	De Angeli et al. (2005)
NGC 6553	-2.76	-4.10	-5.83	11.7 ± 2.6	-1.48	De Angeli et al. (2005)
				9.6 ± 1.2	-1.38	Schiavon et al. (2005)
				10.6 ± 2.3		Cezario et al. (2013)
					-0.34	Puzia et al. (2002)
NGC 6624	-4.91	-5.51	-6.62		-0.20	Schiavon et al. (2005)
					-0.18	Harris (1996)
				13.0 ± 2.5		Cezario et al. (2013)
				11.5 ± 1.1	-0.42	Puzia et al. (2002)
NGC 6637 (M 69)	-5.59	-6.07	-7.08	10.6 ± 1.4	-0.70	Salaris et al. (2002)
				10.6 ± 1.4	-0.50	Salaris et al. (2002)
				11.5 ± 1.1	-0.70	Schiavon et al. (2005)
				12.5 ± 2.6		Cezario et al. (2013)
				12.4 ± 2.8	-0.78	De Angeli et al. (2005)
				12.4 ± 2.8	-0.72	De Angeli et al. (2005)
NGC 6652	-5.07	-5.44	-6.38	10.6 ± 1.4	-0.72	Salaris et al. (2002)
				10.6 ± 1.4	-0.72	Salaris et al. (2002)
				12.3 ± 1.1	-0.78	Schiavon et al. (2005)
				11.9 ± 2.6		Cezario et al. (2013)
				12.6 ± 2.7	-0.97	De Angeli et al. (2005)
				12.4 ± 2.6	-0.99	De Angeli et al. (2005)
				11.4 ± 1.0	-0.81	Salaris et al. (2002)
				11.4 ± 1.0	-0.89	Salaris et al. (2002)
				12.3 ± 1.1	-1.10	Schiavon et al. (2005)
				12.1 ± 2.5		Cezario et al. (2013)

Continua na próxima página...

Tabela 4.1 - Continuação

Objeto	M_U (mag)	M_B (mag)	M_V (mag)	Idade (Gano)	[Fe/H] (dex)	Referência
NGC 6723	-6.73	-6.94	-7.69	13.4 ± 3.1	-0.96	De Angeli et al. (2005)
				13.4 ± 3.1	-1.12	De Angeli et al. (2005)
				11.6 ± 1.3	-0.96	Salaris et al. (2002)
				11.6 ± 1.3	-1.12	Salaris et al. (2002)
				13.2 ± 1.1	-1.14	Schiavon et al. (2005)
				12.7 ± 2.9		Cezario et al. (2013)
NGC 6752	-6.88	-6.95	-7.61	13.6 ± 3.2	-1.24	De Angeli et al. (2005)
				14.2 ± 3.3	-1.54	De Angeli et al. (2005)
				12.2 ± 1.1	-1.24	Salaris et al. (2002)
				12.7 ± 1.1	-1.54	Salaris et al. (2002)
				12.6 ± 1.1	-1.57	Schiavon et al. (2005)
					-1.52	Harris (1996)
NGC 6981 (M 72)	-6.02	-6.16	-6.88	10.9 ± 2.4	-1.21	De Angeli et al. (2005)
				11.6 ± 2.5	-1.50	De Angeli et al. (2005)
				11.8 ± 1.1	-1.40	Puzia et al. (2002)
NGC 7078 (M 15)	-8.15	-8.21	-8.89	13.0 ± 2.8	-2.02	De Angeli et al. (2005)
				13.1 ± 2.9	-2.13	De Angeli et al. (2005)
				11.70 ± 0.80	-2.02	Salaris et al. (2002)
				11.80 ± 0.80	-2.13	Salaris et al. (2002)
				12.9 ± 1.1		Schiavon et al. (2005)
NGC 7089 (M 2)	-7.35	-7.44	-8.10	12.4 ± 2.9	-1.31	De Angeli et al. (2005)
				13.1 ± 2.9	-1.61	De Angeli et al. (2005)
				12.6 ± 1.1	-1.49	Schiavon et al. (2005)
				11.9 ± 2.7		Cezario et al. (2013)

Tabela 4.2 - Índices de Lick de aglomerados citados na tabela 4.1 (parte I).

Objeto	Ca 4227 (Å)	G4300 (Å)	Fe 4383 (Å)	Fe 4531 (Å)	H β (Å)	Referência
NGC 104	0.60±0.04	4.53±0.11	2.591±0.151	6.556±0.077	1.57±0.11	Schiavon et al. (2005)
NGC 362	0.68±0.09	***	***	***	1.870±0.030	Pipino et al. (2011)
NGC 1718	0.27±0.15	1.75±0.31	0.55±0.37	0.97±0.97	3.27±0.17	Beasley et al. (2002)
NGC 1751	1.16±0.16	2.36±0.33	1.98±0.40	1.6±1.6	4.12±0.18	Beasley et al. (2002)
NGC 1754	0.83±0.10	1.71±0.24	0.91±0.24	1.3±1.3	2.98±0.13	Beasley et al. (2002)
NGC 1786	0.17±0.08	1.77±0.21	0.74±0.16	1.3±1.3	2.21±0.11	Beasley et al. (2002)
NGC 1806	0.43±0.10	1.18±0.24	0.64±0.24	2.2±2.2	3.23±0.14	Beasley et al. (2002)
NGC 1835	0.40±0.10	1.66±0.23	0.83±0.23	1.3±1.3	2.77±0.13	Beasley et al. (2002)
NGC 1846	0.88±0.12	0.88±0.27	0.86±0.28	2.5±2.5	3.67±0.14	Beasley et al. (2002)
NGC 1851	0.36±0.06	2.62±0.20	1.26±0.26	5.606±0.088	2.24±0.12	Schiavon et al. (2005)
NGC 1856	0.54±0.08	-1.45±0.21	0.39±0.18	1.2±1.2	6.08±0.11	Beasley et al. (2002)
NGC 1898	0.65±0.18	2.63±0.35	1.04±0.44	1.9±1.9	2.19±0.19	Beasley et al. (2002)
NGC 1904 (M79)	0.20±0.06	1.70±0.19	0.56±0.27	5.068±0.081	2.46±0.11	Schiavon et al. (2005)
NGC 1978	0.82±0.11	2.75±0.24	1.77±0.24	2.5±2.5	3.19±0.13	Beasley et al. (2002)
NGC 2005	0.53±0.15	0.93±0.31	1.51±0.36	1.3±1.3	3.23±0.18	Beasley et al. (2002)
NGC 2019	0.76±0.13	0.89±0.28	0.53±0.31	2.0±2.0	2.53±0.15	Beasley et al. (2002)
NGC 2298	0.19±0.16	1.40±0.49	0.55±0.67	4.77±0.31	2.67±0.28	Schiavon et al. (2005)
NGC 2808	0.43±0.04	2.72±0.12	1.56±0.18	5.503±0.055	1.986±0.075	Schiavon et al. (2005)
NGC 3201	0.36±0.15	2.2±1.3	1.26±0.61	4.81±0.19	2.46±0.25	Schiavon et al. (2005)
NGC 4833	0.21±0.02	***	***	***	2.31±0.18	Pipino et al. (2011)
NGC 5286	0.25±0.05	1.95±0.16	0.72±0.22	4.911±0.073	2.358±0.095	Schiavon et al. (2005)
NGC 5904 (M 5)	0.35±0.04	2.16±0.11	0.98±0.15	5.263±0.052	2.349±0.067	Schiavon et al. (2005)
NGC 5927	0.79±0.16	4.72±0.45	3.69±0.58	6.274±0.316	1.38±0.24	Schiavon et al. (2005)
NGC 5946	0.22±0.22	2.09±0.67	0.86±0.88	5.26±0.64	2.41±0.34	Schiavon et al. (2005)
NGC 5986	0.28±0.08	1.66±0.24	0.83±0.33	4.92±0.12	2.46±0.15	Schiavon et al. (2005)
NGC 6121 (M 4)	0.33±0.08	2.35±0.24	1.22±0.33	5.1±1.4	2.24±0.13	Schiavon et al. (2005)
NGC 6171 (M 107)	0.44±0.22	3.67±0.67	2.01±0.83	5.38±0.41	2.05±0.34	Schiavon et al. (2005)
NGC 6218 (M 12)	0.31±0.10	2.20±0.32	0.74±0.45	4.88±0.84	2.42±0.19	Schiavon et al. (2005)
NGC 6235	0.34±0.32	2.65±0.93	1.62±1.21	4.96±0.55	2.23±0.48	Schiavon et al. (2005)
NGC 6254 (M 10)	0.27±0.09	2.19±0.27	0.96±0.37	4.80±0.18	2.19±0.16	Schiavon et al. (2005)
NGC 6266 (M 62)	0.39±0.04	2.81±0.15	1.52±0.20	5.353±0.055	2.083±0.087	Schiavon et al. (2005)
NGC 6284	0.38±0.09	2.46±0.27	1.36±0.37	5.41±0.12	2.22±0.15	Schiavon et al. (2005)
NGC 6304	0.74±0.14	4.73±0.43	3.42±0.53	6.20±0.26	1.45±0.22	Schiavon et al. (2005)
NGC 6342	0.58±0.25	4.35±0.70	2.87±0.93	6.02±0.35	1.83±0.39	Schiavon et al. (2005)
NGC 6352	0.73±0.10	5.34±0.28	3.30±0.40	7.15±0.12	1.30±0.19	Schiavon et al. (2005)
NGC 6362	0.52±0.14	3.29±0.42	1.59±0.53	4.93±0.17	1.93±0.25	Schiavon et al. (2005)
NGC 6388	0.53±0.05	3.88±0.16	2.98±0.20	6.18±0.14	1.831±0.089	Schiavon et al. (2005)
NGC 6441	0.30±0.06	2.48±0.18	1.32±0.22	5.452±0.071	2.186±0.093	Schiavon et al. (2005)
NGC 6528	0.95±0.09	4.70±0.29	4.73±0.33	6.86±0.18	1.54±0.13	Schiavon et al. (2005)
NGC 6544	0.35±0.19	2.74±0.60	1.42±0.74	5.36±0.24	1.56±0.28	Schiavon et al. (2005)
NGC 6553	0.74±0.11	4.38±0.32	3.89±0.45	7.09±0.13	1.52±0.19	Schiavon et al. (2005)
NGC 6624	0.59±0.07	4.49±0.19	2.97±0.27	6.216±0.078	1.58±0.11	Schiavon et al. (2005)
NGC 6637 (M 69)	0.63±0.07	4.62±0.22	2.46±0.29	6.101±0.093	1.53±0.13	Schiavon et al. (2005)
NGC 6652	0.47±0.08	4.30±0.27	2.10±0.36	5.82±0.10	1.87±0.16	Schiavon et al. (2005)
NGC 6723	0.32±0.11	2.91±0.34	1.30±0.49	5.04±0.30	2.10±0.20	Schiavon et al. (2005)
NGC 6752	0.20±0.08	1.86±0.25	0.60±0.34	4.80±0.11	2.55±0.16	Schiavon et al. (2005)
NGC 6981 (M 72)	0.09±0.15	1.61±0.24	0.28±0.38	0.933±0.039	2.18±0.09	Puzia et al. (2002)
NGC 7078 (M 15)	0.11±0.05	0.59±0.18	0.07±0.24	4.451±0.073	2.63±0.10	Schiavon et al. (2005)
NGC 7089 (M 2)	0.25±0.07	1.87±0.22	0.62±0.30	5.146±0.092	2.50±0.12	Schiavon et al. (2005)

Tabela 4.3 - Índices de Lick de aglomerados citados na tabela 4.1 (parte II).

Objeto	Fe 5015 (Å)	Mg ₂ (mag)	Mg b (Å)	Fe 5270 (Å)	Fe 5335 (Å)	Fe 5406 (Å)	Referência
NGC 104	4.42±0.12	0.141±0.020	2.56±0.11	1.861±0.088	1.612±0.066	1.046±0.059	Schiavon et al. (2005)
NGC 362	2.600±0.010	0.0890±0.0020	1.00±0.04	1.410±0.000	***	***	Pipino et al. (2011)
NGC 1718	2.44±0.43	0.0920±0.0090	1.32±0.16	1.06±0.20	1.03±0.21	1.72±0.18	Beasley et al. (2002)
NGC 1751	4.40±0.45	0.1120±0.0090	1.82±0.18	1.63±0.21	1.26±0.23	0.70±0.20	Beasley et al. (2002)
NGC 1754	2.76±0.35	0.0710±0.0060	1.45±0.11	1.164±0.006	0.89±0.15	0.43±0.14	Beasley et al. (2002)
NGC 1786	1.66±0.32	0.0620±0.0040	1.27±0.09	0.75±0.12	0.70±0.12	0.16±0.12	Beasley et al. (2002)
NGC 1806	3.62±0.35	0.1120±0.0060	1.67±0.12	1.66±0.15	1.06±0.16	1.20±0.14	Beasley et al. (2002)
NGC 1835	2.53±0.34	0.0740±0.0060	1.36±0.11	0.88±0.14	0.76±0.15	0.25±0.14	Beasley et al. (2002)
NGC 1846	2.75±0.37	0.1000±0.0070	1.62±0.13	1.59±0.17	1.10±0.17	0.61±0.16	Beasley et al. (2002)
NGC 1851	5.63±0.18	0.0644±0.0085	1.22±0.16	1.35±0.15	1.05±0.12	0.66±0.10	Schiavon et al. (2005)
NGC 1856	2.57±0.33	0.0740±0.0040	1.428±0.093	0.87±0.13	1.14±0.13	0.58±0.13	Beasley et al. (2002)
NGC 1898	2.20±0.46	0.0950±0.0090	1.95±0.18	1.06±0.21	1.42±0.23	0.84±0.19	Beasley et al. (2002)
NGC 1904 (M79)	4.47±0.66	0.0298±0.0085	0.71±0.17	0.88±0.16	0.68±0.13	0.34±0.10	Schiavon et al. (2005)
NGC 1978	3.99±0.35	0.1410±0.0060	1.94±0.11	1.77±0.14	1.54±0.15	0.57±0.14	Beasley et al. (2002)
NGC 2005	2.15±0.45	0.0650±0.0090	1.34±0.17	0.80±0.21	1.13±0.23	0.26±0.20	Beasley et al. (2002)
NGC 2019	2.01±0.40	0.0750±0.0080	1.20±0.14	1.18±0.18	0.73±0.19	0.69±0.17	Beasley et al. (2002)
NGC 2298	4.6±2.0	0.0270±0.0202	0.59±0.39	0.73±0.37	0.54±0.30	0.19±0.23	Schiavon et al. (2005)
NGC 2808	3.32±0.11	0.0644±0.0057	1.18±0.10	1.37±0.10	1.08±0.08	0.68±0.06	Schiavon et al. (2005)
NGC 3201	4.7±1.5	0.043±0.019	1.00±0.33	1.03±0.30	0.81±0.25	0.56±0.19	Schiavon et al. (2005)
NGC 4833	1.26±0.14	0.055±0.0020	0.500±0.030	0.80±0.10	***	***	Pipino et al. (2011)
NGC 5286	3.28±0.21	0.0435±0.0069	0.85±0.12	0.88±0.12	0.69±0.10	0.412±0.077	Schiavon et al. (2005)
NGC 5904 (M 5)	3.19±0.10	0.0577±0.0051	1.13±0.10	1.169±0.091	0.939±0.076	0.546±0.059	Schiavon et al. (2005)
NGC 5927	5.11±0.56	0.183±0.022	3.32±0.29	2.32±0.25	1.94±0.21	1.25±0.17	Schiavon et al. (2005)
NGC 5946	5.16±0.74	0.046±0.022	0.75±0.41	0.91±0.39	0.55±0.31	0.35±0.26	Schiavon et al. (2005)
NGC 5986	4.01±0.21	0.0386±0.0106	0.77±0.18	0.83±0.18	0.64±0.16	0.37±0.12	Schiavon et al. (2005)
NGC 6121 (M 4)	3.33±0.16	0.0699±0.0097	1.44±0.18	1.15±0.17	0.90±0.14	0.55±0.10	Schiavon et al. (2005)
NGC 6171 (M 107)	5.79±0.47	0.101±0.024	1.91±0.42	1.51±0.36	1.17±0.28	0.70±0.24	Schiavon et al. (2005)
NGC 6218 (M 12)	4.02±0.23	0.052±0.014	1.15±0.26	0.98±0.24	0.73±0.18	0.39±0.16	Schiavon et al. (2005)
NGC 6235	5.6±3.1	0.067±0.037	1.01±0.63	1.35±0.59	1.09±0.45	0.65±0.37	Schiavon et al. (2005)
NGC 6254 (M 10)	3.51±0.17	0.041±0.011	0.76±0.21	0.89±0.20	0.67±0.16	0.35±0.13	Schiavon et al. (2005)
NGC 6266 (M 62)	2.55±0.14	0.0718±0.0062	1.41±0.11	1.28±0.10	1.05±0.08	0.62±0.07	Schiavon et al. (2005)
NGC 6284	4.3±1.1	0.0781±0.0117	1.38±0.21	1.26±0.20	0.99±0.17	0.64±0.13	Schiavon et al. (2005)
NGC 6304	6.34±0.27	0.165±0.020	3.05±0.28	2.10±0.26	1.75±0.20	1.12±0.16	Schiavon et al. (2005)
NGC 6342	5.11±0.63	0.120±0.026	2.41±0.46	1.70±0.42	1.44±0.33	0.86±0.28	Schiavon et al. (2005)
NGC 6352	3.89±0.23	0.142±0.016	2.78±0.26	1.79±0.22	1.64±0.20	1.16±0.15	Schiavon et al. (2005)
NGC 6362	3.41±0.29	0.091±0.018	1.81±0.32	1.31±0.31	0.96±0.24	0.66±0.20	Schiavon et al. (2005)
NGC 6388	5.18±0.12	0.1246±0.0068	2.07±0.11	2.04±0.10	1.67±0.10	1.15±0.07	Schiavon et al. (2005)
NGC 6441	4.19±0.13	0.0854±0.0071	1.34±0.12	1.36±0.11	1.03±0.10	0.66±0.07	Schiavon et al. (2005)
NGC 6528	8.17±0.28	0.231±0.013	3.62±0.17	2.75±0.15	2.34±0.11	1.68±0.09	Schiavon et al. (2005)
NGC 6544	3.18±0.64	0.075±0.018	0.85±0.36	1.32±0.31	0.99±0.22	0.63±0.19	Schiavon et al. (2005)
NGC 6553	6.50±0.29	0.224±0.018	3.69±0.24	2.69±0.23	2.15±0.18	1.67±0.15	Schiavon et al. (2005)
NGC 6624	5.29±0.15	0.135±0.020	2.43±0.14	1.90±0.14	1.54±0.11	1.029±0.082	Schiavon et al. (2005)
NGC 6637 (M 69)	5.69±0.17	0.134±0.011	2.38±0.17	1.71±0.16	1.40±0.13	0.95±0.10	Schiavon et al. (2005)
NGC 6652	2.98±0.41	0.095±0.011	2.03±0.21	1.55±0.20	1.23±0.16	0.73±0.12	Schiavon et al. (2005)
NGC 6723	1.98±0.83	0.065±0.015	1.34±0.28	1.12±0.27	0.83±0.22	0.51±0.17	Schiavon et al. (2005)
NGC 6752	0.01±0.19	0.035±0.012	0.80±0.23	0.81±0.21	0.65±0.16	0.30±0.14	Schiavon et al. (2005)
NGC 6981 (M 72)	0.957±0.093	0.0483±0.0039	0.79±0.17	0.86±0.25	0.15±0.15	-0.18±0.60	Puzia et al. (2002)
NGC 7078 (M 15)	3.33±0.14	0.0183±0.0077	0.46±0.15	0.43±0.14	0.36±0.11	0.121±0.094	Schiavon et al. (2005)
NGC 7089 (M 2)	3.22±0.21	0.038±0.011	0.81±0.19	0.89±0.18	0.71±0.16	0.40±0.12	Schiavon et al. (2005)

Discussões e Resultados

5.1 A Determinação de Idades e Índices Integrados

Com as relações $indice = f(\tau, [Fe/H])$ derivadas para as razões $[\alpha/Fe]$ solar e não solar, é possível calcular os pares idade-metalicidade mais adequados para a amostra de aglomerados globulares apresentados no capítulo 4. Para isto, foi usado como critério o par que reproduzisse de forma mais aproximada as magnitudes absolutas/cores e os índices de Lick observados para os aglomerados.

A rotina desenvolvida para determinar o melhor par $\tau - [Fe/H]$ foi baseada num procedimento chamado *Busca do Gradiente* (ver Bevington e Robinson, 2003), que é um método de mínimos quadrados onde os parâmetros a serem determinados são modificados de forma simultânea, o que acaba gerando um vetor que tem como direção e sentido o conjunto de soluções que apresentam o valor minimizado de χ^2 (gradiente de dados). No caso deste trabalho, os dados espectrofotométricos listados nas tabelas 4.2 e 4.3 ajudam a determinar qual é o melhor conjunto de soluções para a idade, metalicidade e excesso de cor ($E(B - V)$), que são os parâmetros modificados ao longo do procedimento. Por conta da normalização apresentada na equação 3.2, a massa do aglomerado também deve ser estimada para que se calcule as magnitudes absolutas integradas.

Como primeira tentativa, propõe-se valores iniciais de massa, idade, metalicidade e $E(B - V)$ ¹, e calcula-se as magnitudes absolutas e índices de Lick a partir dos ajustes apresentados nas seções 3.2 e 3.5. Se estes dados apresentam uma magnitude absoluta M_V muito diferente da esperada, a rotina solicita uma nova estimativa de massa para o

¹ A estimativa do excesso de cor foi obtido por meio da parametrização da extinção interestelar feita por Cardelli et al. (1989). Mais detalhes podem ser vistos no apêndice B.1.

aglomerado. Caso contrário, os resultados são apresentados, o χ^2 individual para τ , $[Fe/H]$ e $E(B - V)$ é calculado e, posteriormente, são adicionados novos passos para estes três parâmetros, possibilitando assim determinar o gradiente de soluções para a minimização do χ^2 em cada uma destas variáveis. A solução para a idade, metalicidade e excesso de cor é apresentada. No entanto, esse método faz com que muitas vezes a solução convirja para mínimos secundários, sendo necessário executar a rotina diversas vezes para se achar uma melhor solução.

Inicialmente, os conjuntos de pares idade-metalicidade foram obtidos para os 49 aglomerados a partir das magnitudes observadas m_U , m_B e m_V e dos índices de Lick $H\beta$, Mg_2 e $Fe\ 5335$. A razão por escolher estes índices é que os três apresentaram melhor qualidade de precisão nos ajustes multilineares e também uma melhor anticorrelação entre si, que pode ser visto durante o processo de obtenção dos melhores pares de soluções. Ao tentar melhorar a qualidade de precisão do $H\beta$, ocorre uma piora na determinação dos índices Mg_2 e $Fe\ 5335$, sendo que o efeito contrário (piora do $H\beta$ e melhora do Mg_2 e $Fe\ 5335$) também acontece. Para os 49 aglomerados, a rotina foi aplicada considerando os ajustes determinados para as razões $[\alpha/Fe]$ solar e não solar.

Outro ponto a ressaltar é a estimativa da precisão do cálculo da idade e da metalicidade usando as funções 3.9 e 3.10. Para isso foi analisada a variação dos índices para pequenos intervalos de idade e metalicidade ($\Delta\tau = 1.0$ Gano e $\Delta[Fe/H] = 0.5$ dex) ao longo de todo o espaço amostral destes parâmetros.

Para o caso do $H\beta$, o índice apresenta uma variação média para ambas razões de $[\alpha/Fe]$ da ordem de 0.9 \AA a cada 1 Gano para idades mais jovens, cerca de 0.13 \AA para idades intermediárias (de 5 a 10 Gano) e aproximadamente 0.06 \AA para idades mais avançadas (acima de 10 Gano). Entretanto, o índice de $H\beta$ pode conter imprecisões na medida de no mínimo 0.15 \AA para mais. Isso significa que para idades mais avançadas não se espera uma estimativa de idade menor do que 5 Gano e para idades intermediárias de 2 Gano aproximadamente. Portanto, espera-se que este índice dê somente a informação da faixa de idade em que a população se encontra, ou seja, população mais velha (menor que 5 Gano) ou mais nova (maior que 5 Gano).

No caso dos outros índices que dependem da idade e metalicidade, as suas variações são mostradas nas tabelas 5.1, 5.2 e 5.3. Inicialmente, percebe-se que para Mg_2 as variações associadas aos índices com razão $[\alpha/Fe]$ não solar são maiores do que as variações associadas

Tabela 5.1 - Variação associada ao índice Fe 5335.

	$0 < \tau \leq 5$ Gano	$5 < \tau \leq 10$ Gano	$10 < \tau \leq 15$ Gano
$[Fe/H] < -1.0$	0.090 Å	0.064 Å	0.056 Å
$[Fe/H] \geq -1.0$	0.24 Å	0.17 Å	0.15 Å

Tabela 5.2 - Variação associada à banda Mg₂ ($[\alpha/Fe]$ solar).

	$0 < \tau \leq 5$ Gano	$5 < \tau \leq 10$ Gano	$10 < \tau \leq 15$ Gano
$[Fe/H] < -1.0$	0.0078 mag	0.0059 mag	0.0053 mag
$[Fe/H] \geq -1.0$	0.016 mag	0.012 mag	0.011 mag

Tabela 5.3 - Dispersão associada à banda Mg₂ ($[\alpha/Fe]$ não solar).

	$0 < \tau \leq 5$ Gano	$5 < \tau \leq 10$ Gano	$10 < \tau \leq 15$ Gano
$[Fe/H] < -1.0$	0.01 mag	0.0078 mag	0.0071 mag
$[Fe/H] \geq -1.0$	0.024 mag	0.019 mag	0.017 mag

aos ajustes com $[\alpha/Fe]$ solar, cuja diferença é maior para a região mais rica em metais. Já para Fe 5335, as variações associadas a este índice são as mesmas para ambas razões $[\alpha/Fe]$, já que este índice apresenta pouca sensibilidade a este parâmetro, como visto na seção 3.4.3.

A estimativa é que aglomerados globulares da Via Láctea apresentem uma razão $[\alpha/Fe]$ do tipo não solar. Desta forma, é esperado que algumas das soluções sejam determinadas através dos ajustes e dados desenvolvidos para $[\alpha/Fe]$ não solar. Já para os objetos das Nuvens de Magalhães, estima-se que algumas soluções possam ser determinadas a partir dos dados obtidos com a razão $[\alpha/Fe]$ solar já que alguns dos aglomerados presentes nesta galáxia são jovens ou de idade intermediária (Pagel e Tautvaisiene, 1998; Colucci et al., 2011).

5.2 Soluções Obtidas

As figuras 5.1 e 5.2 apresentam os melhores conjuntos de soluções obtidas para cada um dos aglomerados globulares em relação ao valor médio dos pares idade-metalicidade pesquisados em literatura. Quanto à metalicidade, considerando as barras associadas à dispersão dos dados fornecidos da literatura, percebe-se que os conjuntos de soluções reproduzem adequadamente a maioria das metalicidades estimadas por estrelas individuais

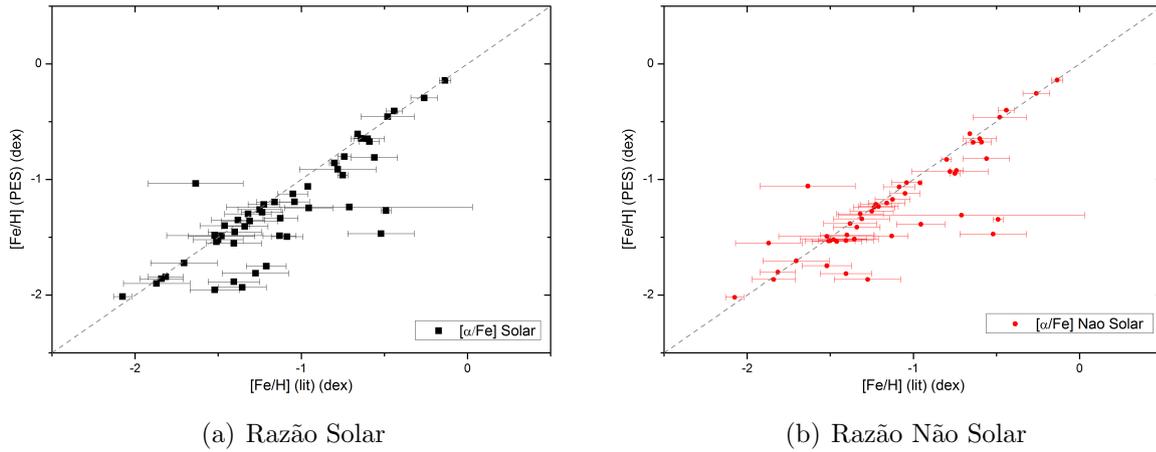


Figura 5.1: Comparação entre as metalicidades determinadas pela rotina e os dados obtidos via literatura.

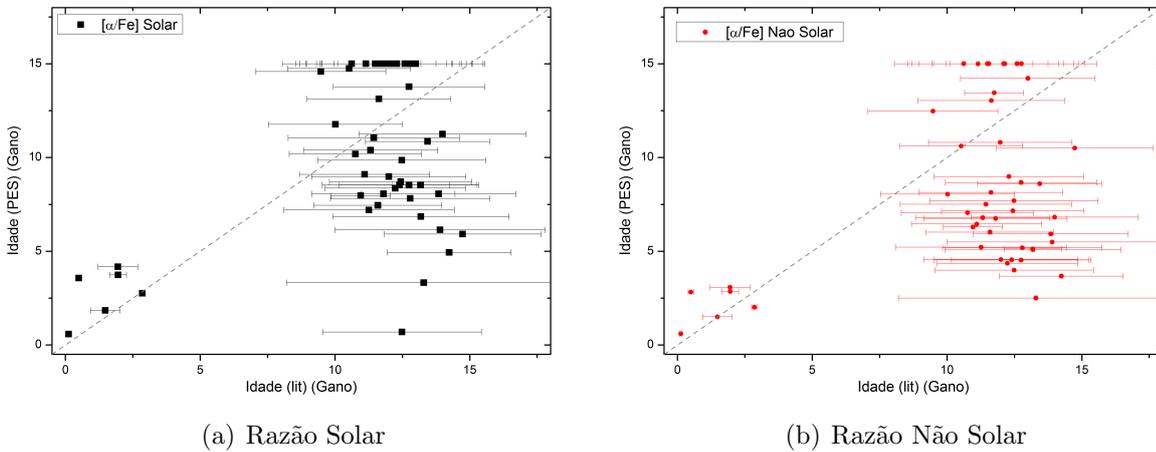


Figura 5.2: Comparação entre as idades determinadas pela rotina e os dados obtidos via literatura.

dos aglomerados, apresentando uma diferença média da ordem de 20% em relação a literatura² para ambas as razões de elementos α . No caso das idades, as soluções obtidas apresentaram significativas discrepâncias principalmente para os aglomerados presumivelmente mais velhos, mesmo considerando a dispersão associada às medidas das idades obtidas em literatura. Considerando a diferença percentual média, para ambas as razões de elementos α , obtém-se uma diferença superior a 50% em média. Apesar da forte variação, o procedimento mostrou-se eficaz para estimar a idade de aglomerados globulares jovens ($\tau < 5$ Gano)

Os dados espectrofotométricos foram razoavelmente bem reproduzidos simultaneamente

² Se desconsiderarmos os aglomerados que tiveram uma indeterminação acima de 50%, em ambos os casos de $[\alpha/Fe]$, a diferença média cai para cerca de 10%.

com as soluções de idade e metalicidade. As figuras 5.3(a) e 5.3(b) mostram as comparações entre os valores observados e os sintetizados obtidas para as cores $(U - V)$ e $(B - V)$. Considerando ambas as razões de elementos α , para a cor $(U - V)$ a diferença média é da ordem de 13% enquanto que para a cor $(B - V)$ esta diferença é de 7%. No caso do excesso de cor estimado pela rotina, percebe-se que os conjuntos de soluções conseguem descrever de maneira adequada os valores de $E(B - V)$ listados para cada um dos aglomerados, como pode ser visto na figura 5.3(c). Entretanto, para os objetos da Grande Nuvem de Magalhães, nota-se uma flutuação destes valores, já que estes aglomerados se encontram a uma mesma distância³ em relação à nós e, em tese, estes sofreriam o mesmo efeito de extinção gerado pelo meio interestelar da Via Láctea⁴.

Já para os índices espectroscópicos percebe-se que ambas razões $[\alpha/Fe]$ não apresentam as mesmas diferenças percentuais em relação aos dados da literatura, como pode ser visto na figura 5.4. Enquanto que o $H\beta$ apresenta uma menor incerteza (8 % em média para $[\alpha/Fe]$ não solar e 10 % para $[\alpha/Fe]$ solar), a banda Mg_2 a que apresenta maior (40 % para razão não solar e 45% para razão solar) e a linha Fe 5335 apresenta uma diferença de 40 e 46 % para razões solar e não solar, respectivamente. Entretanto, ao procurar soluções que pudessem reproduzir as linhas de ferro e magnésio com melhor qualidade, houve uma piora na determinação do índice de hidrogênio.

Um ponto a ser observado é que os índices $H\beta$ não conseguem reproduzir índices com valores abaixo de 2.1 Å para $[\alpha/Fe]$ solar e 1.77 Å no caso da razão solar. Isto se deve ao fato que os ajustes utilizados nas rotina (ver tabela 3.6) estima idades acima de 15 Gano para índices abaixo destes valores. Entretanto, isto não significa necessariamente que o procedimento é inadequado para objetos com índices menores, pois verifica-se que boa parte dos objetos com idade estimada entre 10 e 15 Gano teve como solução $\tau = 15$ Gano, classificando estes objetos como velhos.

Outro detalhe importante é a questão da influência da linha $H\beta$ sobre a idade determinada pela rotina. Para a determinação de idade procurou-se dar um peso maior ao índice $H\beta$, para que ele pudesse dar uma indicação da faixa de idade de cada aglomerado. No entanto, alguns aglomerados apresentaram valores discrepantes. Um exemplo disso é NGC

³ $d = 49.97$ kpc.

⁴ Os valores de $E(B - V)$ para estes aglomerados são apresentados na tabela para estes aglomerados na tabela B.1 do apêndice B.2

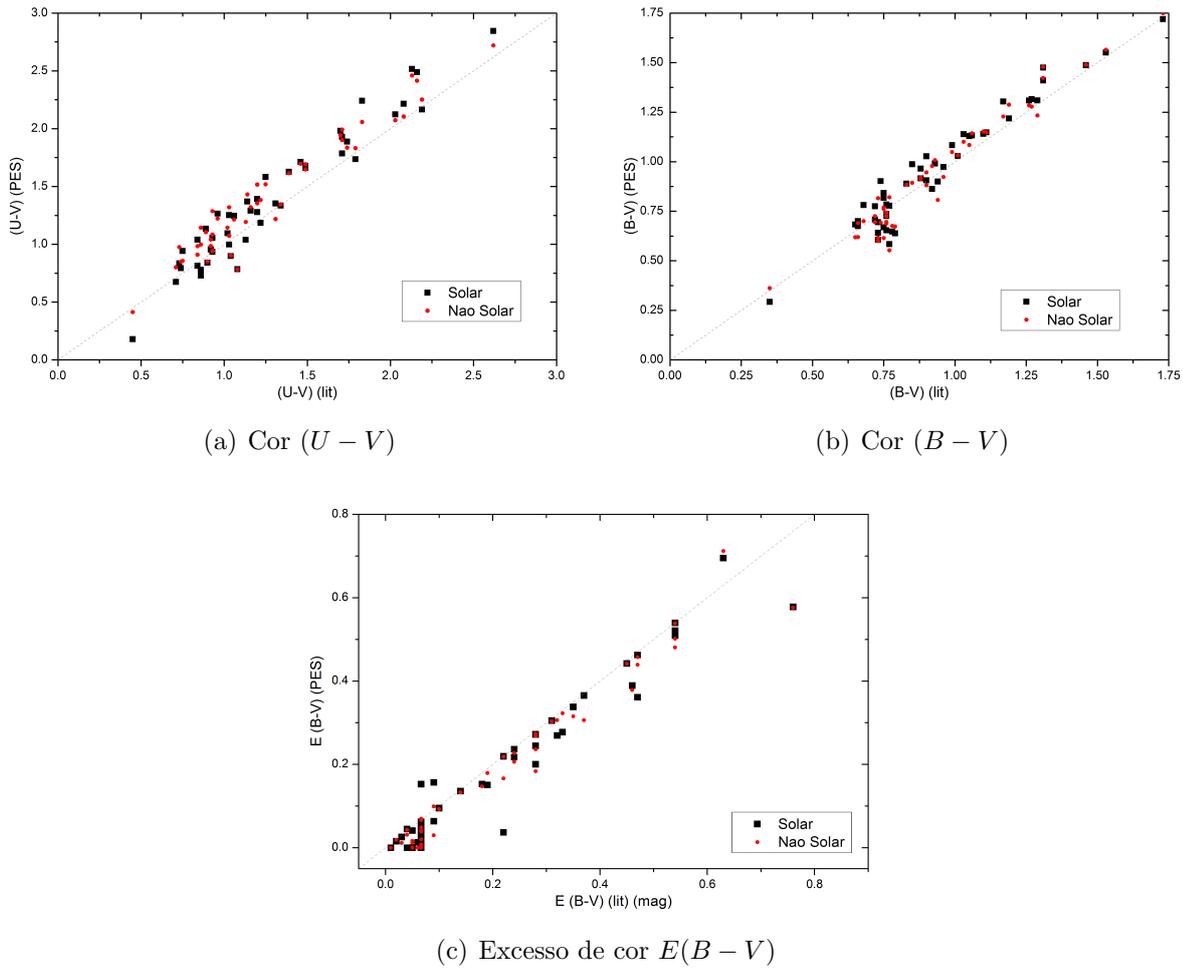


Figura 5.3: Comparação entre os dados obtidos via literatura e os dados obtidos para as cores (acima) e o excesso de cor (abaixo) de acordo com o conjunto de soluções obtidos.

7089, que segundo a literatura, apresenta uma idade média de 12.5 ± 2.9 Gano; entretanto, a rotina apresentava como solução $\tau \simeq 4$ Gano usando $[\alpha/Fe]$ não solar e $\tau \simeq 0.7$ para razão solar.

A figura 5.5 mostra um novo conjunto de soluções para os aglomerados, mas descartando o $H\beta$ como principal indicador de idade. A primeira vista, estes novos resultados indicam uma melhor determinação de idades quando comparados com as idades estimadas por diagrama H-R, mas percebe-se que as soluções obtidas concentram-se em algumas faixas de idade, indicando desta forma a presença de conjunto de mínimos locais. Isso significa que o uso das magnitudes e dos índices Mg_2 e Fe 5335 não são suficientes para a determinação de dos pares de idade-metalicidade. Além disso, alguns aglomerados jovens (como NGC 1978 e NGC 1806) apresentam idades superestimadas sem a influência do $H\beta$. A conclusão é que

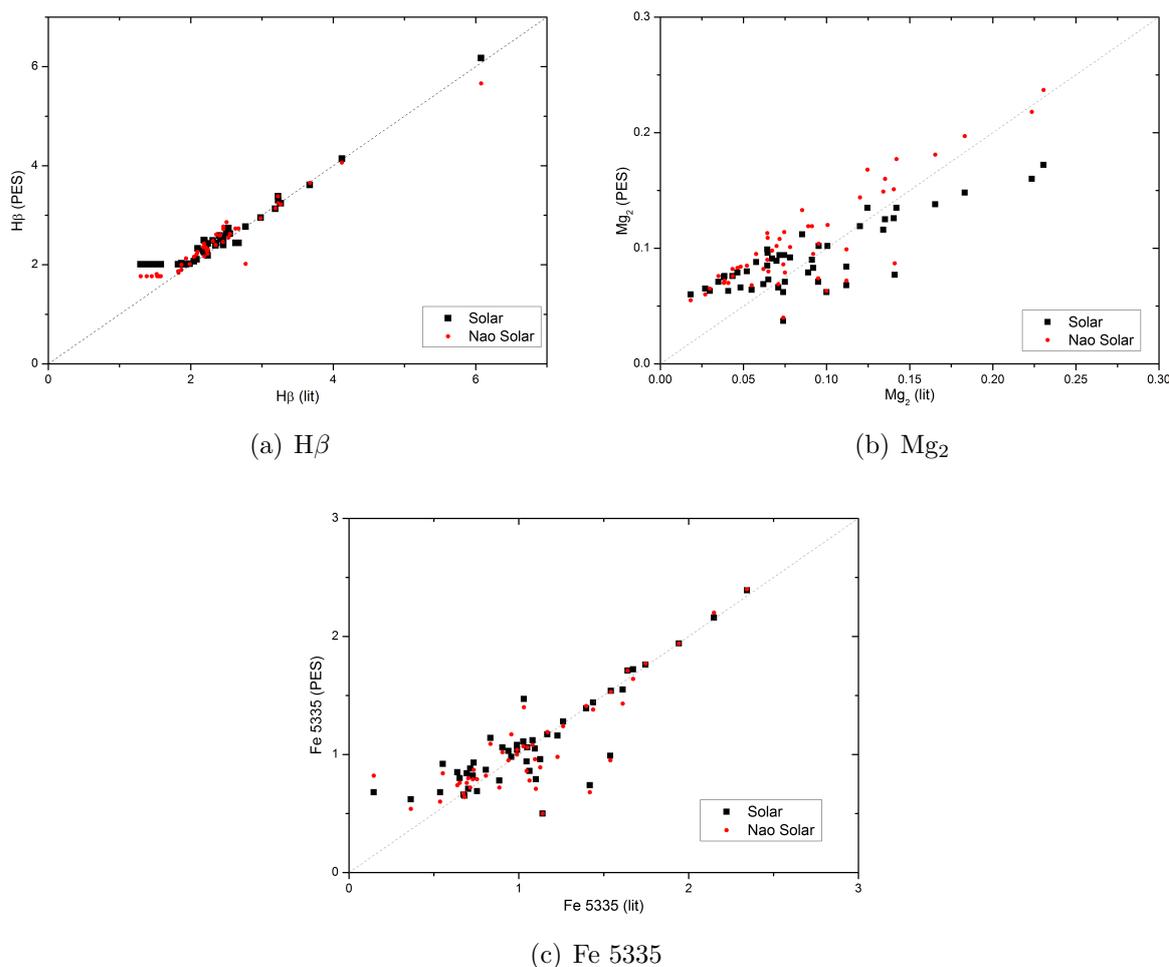


Figura 5.4: Comparação entre os dados obtidos via literatura e os dados obtidos para os índices de Lick de acordo com o conjunto de soluções obtidos.

o $H\beta$, embora seja recomendado como um indicador de idade, pode influenciar de forma negativa a estimativa de idade para alguns aglomerados, mas a ausência dele acaba gerando uma grande quantidade de soluções locais. No caso de NGC 7089 e de outros aglomerados, considerando apenas a linha de ferro e a banda de magnésio, a idade estimada para estes objetos é da ordem de 6 a 8 Gano.

5.3 $H\beta$ Medido nos Aglomerados

No trabalho de Beasley et al. (2002), as idades determinadas para os aglomerados da Grande Nuvem de Magalhães através de diagrama cor-magnitude apresentaram um valor diferente do estimado através na leitura dos índices de hidrogênio. Segundo os autores, os

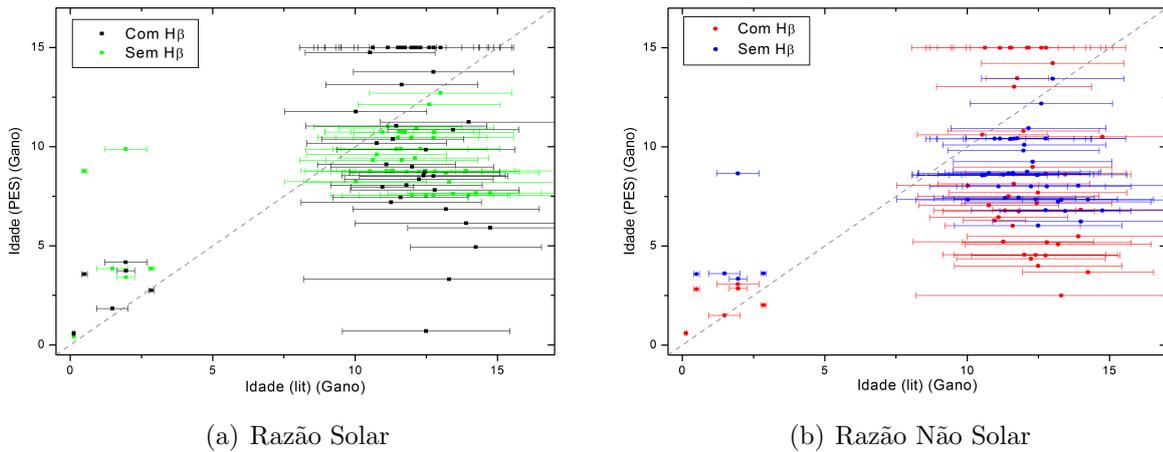


Figura 5.5: Comparação entre as idades determinadas pela rotina sem a influência do $H\beta$, as idades com a consideração deste índice e os dados obtidos via literatura.

aglomerados que contém $\tau > 12$ Gano e baixas metalicidades (abaixo de -1.0 dex) possuem o índice $H\beta$ observado razoavelmente maior do que o valor que corresponderia a uma população mais velha. Uma possível explicação para isso está relacionada ao tipo de população estelar que compõem estas aglomerações. Pelos modelos de síntese evolutiva de Maraston e Thomas (2000) e Worthey (1994), percebe-se que estrelas azuladas (quentes) próximas ao Ramo Horizontal apresentam um parâmetro de perda de massa mais pronunciada, alterando de forma significativa a leitura das linhas de Balmer (Rabin, 1982).

Para os casos de alguns aglomerados, como NGC 1754 e NGC 2005, a presença de estrelas azuis deste tipo acaba fornecendo um índice de $H\beta$ aumentado em até 1 \AA e, para as situações de baixas metalicidades (da ordem de -0.5 dex), o índice tende a aumentar em até 0.5 \AA , o que, dependendo do aglomerado, poderia inviabilizar a determinação de idade. Outro ponto relevante é a contribuição de luminosidade de estrelas do Ramo Horizontal e próximas à sequência de *turnoff*, como por exemplo, as *Blue Stragglers*, que poderiam afetar a luminosidade integrada do aglomerado. Uma possibilidade para reverter o problema associado a linha do $H\beta$ seria o desenvolvendo de novos índices que sejam tão insensíveis a idade quanto $H\beta$. Um exemplo disso são as linhas $H\gamma$ e $H\delta$, desenvolvidas por Worthey e Ottaviani (1997). Segundo Beasley et al. (2002), estas linhas apresentam boa consistência com as idades estimadas via diagrama cor-magnitude, porém, não apresentam uma sensibilidade tão forte a idade quanto o $H\beta$.

Conclusões

A elaboração de uma biblioteca de PES necessitou como base de dados uma amostra de 50 mil espectros para obter ajustes que correlacionassem os índices de Lick com os parâmetros atmosféricos observados em cada uma das estrelas. Com estes ajustes, somados a um conjunto de isócronas de BaSTI e Padova e uma função de massa inicial que descrevesse a distribuição de massa de uma população estelar, foi possível sintetizar magnitudes, cores e índices espectroscópicos integrados numa ampla faixa de idades e metalicidades. A construção desta biblioteca permitiu entender o comportamento de alguns destes índices sob condições variadas de metalicidade e abundância de elementos α , além de observar a evolução dos índices ao longo de um intervalo de tempo dado para uma PES. Um exemplo de estudo de comportamento pode ser visto para o índice $H\beta$, que através dos dados obtidos em literatura e também observações feitas para a construção do índice integrado para esta linha permitiu concluir que ele seria um candidato para ajudar a determinar idades de estruturas das quais temos acesso apenas a sua luz integrada. Outro ponto a ser observado é a forma como as isócronas utilizadas podem afetar de maneira significativa alguns índices integrados, pois as diferenças encontradas nas magnitudes de isócronas que apresentam a mesma metalicidade e razão de elementos α acabam sendo passados também para os dados espectroscópicos integrados.

O procedimento utilizado para determinar conjuntos de idade-metalicidade dos aglomerados aglomerados indicou a necessidade de inserir novas informações (como outros índices espectroscópicos) que ajudem a com melhor qualidade a idade. Apesar do conjunto de soluções obtidos para os 49 objetos reproduzem as propriedades espectrofotométricas observadas para os aglomerados e mostrar uma boa qualidade para a determinação de idades de aglomerados jovens, as soluções estimadas para aglomerados mais velhos apresentavam

um forte peso do índice $H\beta$, afetando desta forma a reprodução de outros índices mais sensíveis a metalicidade, como $Fe\ 5335$ e Mg_2 . Como consequência, alguns dos aglomerados analisados apresentaram uma idade subestimada por conta do $H\beta$ observado, gerando uma diferença de até 10 Gano com as idades em literatura em alguns casos. Uma forma de perceber este detalhe foi através da produção de um novo conjunto de soluções que não dependesse da linha $H\beta$. Como resultado, estes aglomerados apresentaram idades e metalicidades mais coerentes em relação aos dados de literatura. A pesquisa bibliográfica também mostrou que alguns aglomerados de idade mais avançada apresentavam altos valores de índices $H\beta$, sendo uma das causas o tipo de população estelar que compõe o aglomerado. Desta forma, percebe-se que o $H\beta$, mesmo sendo pouco sensível a metalicidade, acaba sofrendo influência de indeterminação devido a outros fatores.

Referências Bibliográficas

- Alongi M., Bertelli G., Bressan A., Chiosi C., Effects of envelope overshoot on stellar models, *A&A*, 1991, vol. 244, p. 95
- Alvarez R., Plez B., Near-infrared narrow-band photometry of M-giant and Mira stars: models meet observations, *A&A*, 1998, vol. 330, p. 1109
- Baade W., The Resolution of Messier 32, NGC 205, and the Central Region of the Andromeda Nebula., *ApJ*, 1944, vol. 100, p. 137
- Beasley M. A., Hoyle F., Sharples R. M., Testing stellar population models with star clusters in the Large Magellanic Cloud, *MNRAS*, 2002, vol. 336, p. 168
- Bevington P. R., Robinson D. K., *Data Reduction and Error Analysis for the Physical Sciences*. 3rd ed. New York, USA: McGraw-Hill, 2003
- Bica E., Claria J. J., Dottori H., Santos Jr. J. F. C., Piatti A. E., Integrated UBV Photometry of 624 Star Clusters and Associations in the Large Magellanic Cloud, *ApJS*, 1996, vol. 102, p. 57
- Borges A. C., Idiart T. P., de Freitas Pacheco J. A., Thevenin F., Age and Abundance Effects in Single-Stellar Populations, *AJ*, 1995, vol. 110, p. 2408
- Burstein D., Faber S. M., Gaskell C. M., Krumm N., Old stellar populations. I - A spectroscopic comparison of galactic globular clusters, M31 globular clusters, and elliptical galaxies, *ApJ*, 1984, vol. 287, p. 586
- Cardelli J. A., Clayton G. C., Mathis J. S., The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction, *ApJ*, 1989, vol. 345, p. 245

- Carretta E., Cohen J. G., Gratton R. G., Behr B. B., An Abundance Analysis for Four Red Horizontal-Branch Stars in the Extremely Metal-Rich Globular Cluster NGC 6528, *AJ*, 2001, vol. 122, p. 1469
- Cassisi S., Castellani M., Castellani V., Intermediate-age metal deficient stellar populations: the case of metallicity $Z=0.00001$., *A&A*, 1997, vol. 317, p. 108
- Cassisi S., Salaris M., Castelli F., Pietrinferni A., Color Transformations and Bolometric Corrections for Galactic Halo Stars: α -Enhanced versus Scaled-Solar Results, *ApJ*, 2004, vol. 616, p. 498
- Castelli F., Kurucz R. L., New Grids of ATLAS9 Model Atmospheres. In *Modelling of Stellar Atmospheres* , vol. 210 of IAU Symposium, 2003, p. 20P
- Cervantes J. L., Vazdekis A., An optimized $H\beta$ index for disentangling stellar population ages, *MNRAS*, 2009, vol. 392, p. 691
- Cezario E., Coelho P. R. T., Alves-Brito A., Forbes D. A., Brodie J. P., Full spectral fitting of Milky Way and M 31 globular clusters: ages and metallicities, *A&A*, 2013, vol. 549, p. A60
- Chevalier R. A., Type I supernovae and galactic production of iron, *Nature*, 1976, vol. 260, p. 689
- Coelho P., Percival S. M., Salaris M., Chemical Abundance Anticorrelations in Globular Cluster Stars: The Effect on Cluster Integrated Spectra, *ApJ*, 2011, vol. 734, p. 72
- Coelho P. R. T., Biblioteca de Espectros Sintéticos de Alta Resolução, do Ultravioleta ao Infravermelho, com razão $[\alpha/Fe]$ Variável, para Síntese de Populações Estelares, São Paulo: Universidade de São Paulo, 2004, Tese de Doutorado, 204 p.
- Colucci J. E., Bernstein R. A., Cameron S. A., McWilliam A., Globular Cluster Abundances from High-resolution, Integrated-light Spectroscopy. III. The Large Magellanic Cloud: Fe and Ages, *ApJ*, 2011, vol. 735, p. 55
- De Angeli F., Piotto G., Cassisi S., Busso G., Recio-Blanco A., Salaris M., Aparicio A., Rosenberg A., Galactic Globular Cluster Relative Ages, *AJ*, 2005, vol. 130, p. 116

- Dias B., Coelho P., Barbuy B., Kerber L., Idiart T., Age and metallicity of star clusters in the Small Magellanic Cloud from integrated spectroscopy, *A&A*, 2010, vol. 520, p. A85
- Dobashi K., Bernard J.-P., Hughes A., Paradis D., Reach W. T., Kawamura A., Extinction and dust/gas ratio in LMC molecular clouds, *A&A*, 2008, vol. 484, p. 205
- Eggen O. J., Lynden-Bell D., Sandage A. R., Evidence from the motions of old stars that the Galaxy collapsed., *ApJ*, 1962, vol. 136, p. 748
- Faber S. M., Friel E. D., Burstein D., Gaskell C. M., Old stellar populations. II - an analysis of K-giant spectra, *ApJS*, 1985, vol. 57, p. 711
- Gamow G., Expanding Universe and the Origin of Elements, *Physical Review*, 1946, vol. 70, p. 572
- Girardi L., Bressan A., Bertelli G., Chiosi C., Evolutionary tracks and isochrones for low- and intermediate-mass stars: From 0.15 to 7 M_{sun} , and from $Z=0.0004$ to 0.03, *A&AS*, 2000, vol. 141, p. 371
- Glatt K., Grebel E. K., Sabbi E., Gallagher III J. S., Nota A., Sirianni M., Clementini G., Tosi M., Harbeck D., Koch A., Kayser A., Da Costa G., Age Determination of Six Intermediate-Age Small Magellanic Cloud Star Clusters with HST/ACS, *AJ*, 2008, vol. 136, p. 1703
- Gould A., Bahcall J. N., Flynn C., M Dwarfs from Hubble Space Telescope Star Counts. III. The Groth Strip, *ApJ*, 1997, vol. 482, p. 913
- Grevesse N., Anders E., Solar-system abundances of the elements - A new table. In *Cosmic Abundances of Matter*, vol. 183 of American Institute of Physics Conference Series, 1989, p. 1
- Grocholski A. J., Cole A. A., Sarajedini A., Geisler D., Smith V. V., Ca II Triplet Spectroscopy of Large Magellanic Cloud Red Giants. I. Abundances and Velocities for a Sample of Populous Clusters, *AJ*, 2006, vol. 132, p. 1630
- Harris W. E., Globular Clusters in the Milky Way (Harris, 1996), *VizieR Online Data Catalog*, 1996, vol. 7195, p. 0

- Idiart T. P., Silk J., de Freitas Pacheco J. A., Ages of elliptical galaxies: single- versus multi-population interpretation, *MNRAS*, 2007, vol. 381, p. 1711
- Iglesias C. A., Rogers F. J., Updated Opal Opacities, *ApJ*, 1996, vol. 464, p. 943
- Koleva M., Prugniel P., Bouchard A., Wu Y., ULYSS: a full spectrum fitting package, *A&A*, 2009, vol. 501, p. 1269
- Korn A. J., Maraston C., Thomas D., The sensitivity of Lick indices to abundance variations, *A&A*, 2005, vol. 438, p. 685
- Kroupa P., Binary Stars in Young Clusters – a Theoretical Perspective. In *The Formation of Binary Stars*, vol. 200 of IAU Symposium, 2001a, p. 199
- Kroupa P., On the variation of the initial mass function, *MNRAS*, 2001b, vol. 322, p. 231
- Kroupa P., The Local Stellar Initial Mass Function. In *Dynamics of Star Clusters and the Milky Way*, vol. 228 of Astronomical Society of the Pacific Conference Series, 2001c, p. 187
- Kroupa P., The Initial Mass Function of Stars: Evidence for Uniformity in Variable Systems, *Science*, 2002, vol. 295, p. 82
- Lee Y. S., Beers T. C., Allende Prieto C., Lai D. K., Rockosi C. M., Morrison H. L., Johnson J. A., An D., Sivarani T., Yanny B., The SEGUE Stellar Parameter Pipeline. V. Estimation of Alpha-element Abundance Ratios from Low-resolution SDSS/SEGUE Stellar Spectra, *AJ*, 2011, vol. 141, p. 90
- Lee Y. S., Beers T. C., Sivarani T., Allende Prieto C., Koesterke L., Wilhelm R., Re Fiorentin P., Bailer-Jones C. A. L., Norris J. E., Rockosi C. M., Yanny B., Newberg H. J., Covey K. R., Zhang H.-T., Luo A.-L., The SEGUE Stellar Parameter Pipeline. I. Description and Comparison of Individual Methods, *AJ*, 2008, vol. 136, p. 2022
- Lee Y. S., Beers T. C., Sivarani T., Johnson J. A., An D., Wilhelm R., Allende Prieto C., Koesterke L., Re Fiorentin P., Bailer-Jones C. A. L., Norris J. E., Yanny B., Rockosi C., Newberg H. J., Cudworth K. M., Pan K., The SEGUE Stellar Parameter Pipeline. II. Validation with Galactic Globular and Open Clusters, *AJ*, 2008, vol. 136, p. 2050

-
- Mackey A. D., Gilmore G. F., Photometry of Magellanic Cloud clusters with the Advanced Camera for Surveys - I. The old Large Magellanic Cloud clusters NGC 1928, 1939 and Reticulum, *MNRAS*, 2004, vol. 352, p. 153
- Maraston C., Thomas D., Strong Balmer Lines in Old Stellar Populations: No Need for Young Ages in Ellipticals?, *ApJ*, 2000, vol. 541, p. 126
- Massey P., Johnson K. E., Degioia-Eastwood K., The Initial Mass Function and Massive Star Evolution in the OB Associations of the Northern Milky Way, *ApJ*, 1995, vol. 454, p. 151
- McLaughlin D. E., van der Marel R. P., Resolved Massive Star Clusters in the Milky Way and Its Satellites: Brightness Profiles and a Catalog of Fundamental Parameters, *ApJS*, 2005, vol. 161, p. 304
- Mihalas D., Hummer D. G., Mihalas B. W., Daeppen W., The equation of state for stellar envelopes. IV - Thermodynamic quantities and selected ionization fractions for six elemental mixes, *ApJ*, 1990, vol. 350, p. 300
- Moultaka J., Ilovaisky S. A., Prugniel P., Soubiran C., The ELODIE Archive, *PASP*, 2004, vol. 116, p. 693
- Pagal B. E. J., Chemical Evidence on Galaxy Formation and Evolution. In *The Formation and Evolution of Galaxies*, 1994, p. 149
- Pagal B. E. J., *Nucleosynthesis and Chemical Evolution of Galaxies*. 2nd ed. Cambridge, UK: Cambridge University Press, 2009
- Pagal B. E. J., Tautvaisiene G., Chemical evolution of the Magellanic Clouds: analytical models, *MNRAS*, 1998, vol. 299, p. 535
- Piatti A. E., Towards a comprehensive picture of the star cluster age-metallicity relationship in the Small Magellanic Cloud, *MNRAS*, 2011, vol. 418, p. L69
- Pietrinferni A., Cassisi S., Salaris M., Castelli F., A Large Stellar Evolution Database for Population Synthesis Studies. I. Scaled Solar Models and Isochrones, *ApJ*, 2004, vol. 612, p. 168

- Pietrinferni A., Cassisi S., Salaris M., Castelli F., A Large Stellar Evolution Database for Population Synthesis Studies. II. Stellar Models and Isochrones for an α -enhanced Metal Distribution, *ApJ*, 2006, vol. 642, p. 797
- Pietrzyński G., Graczyk D., Gieren W., Thompson I. B., Pilecki B., Udalski A., et al. An eclipsing-binary distance to the Large Magellanic Cloud accurate to two per cent, *Nature*, 2013, vol. 495, p. 76
- Pipino A., Danziger I. J., An empirical calibration of Lick indices using Milky Way globular clusters, *A&A*, 2011, vol. 530, p. A22
- Puzia T. H., Saglia R. P., Kissler-Patig M., Maraston C., Greggio L., Renzini A., Ortolani S., Integrated spectroscopy of bulge globular clusters and fields. I. The data base and comparison of individual Lick indices in clusters and bulge, *A&A*, 2002, vol. 395, p. 45
- Rabin D., Analysis of integrated spectra of red star clusters in the Magellanic Clouds, *ApJ*, 1982, vol. 261, p. 85
- Reeves H., Galactic Cosmic Ray Origin of Li, Be and B in Stars, *Nature*, 1970, vol. 226, p. 727
- Rogers F. J., Nayfonov A., Updated and Expanded OPAL Equation-of-State Tables: Implications for Helioseismology, *ApJ*, 2002, vol. 576, p. 1064
- Salaris M., Cassisi S., *Evolution of Stars and Stellar Populations*. 1st ed. Chichester, West Sussex, England: John Wiley and Sons Ltd., 2005, 394 p.
- Salaris M., Chieffi A., Straniero O., The alpha-enhanced isochrones and their impact on the FITS to the Galactic globular cluster system, *ApJ*, 1993, vol. 414, p. 580
- Salaris M., Weiss A., Homogeneous age dating of 55 Galactic globular clusters. Clues to the Galaxy formation mechanisms, *A&A*, 2002, vol. 388, p. 492
- Salasnich B., Girardi L., Weiss A., Chiosi C., Evolutionary tracks and isochrones for alpha-enhanced stars, *A&A*, 2000, vol. 361, p. 1023
- Salpeter E. E., The Luminosity Function and Stellar Evolution., *ApJ*, 1955, vol. 121, p. 161

-
- Schiavon R. P., Population Synthesis in the Blue. IV. Accurate Model Predictions for Lick Indices and UBV Colors in Single Stellar Populations, *ApJS*, 2007, vol. 171, p. 146
- Schiavon R. P., Rose J. A., Courteau S., MacArthur L. A., A Library of Integrated Spectra of Galactic Globular Clusters, *ApJS*, 2005, vol. 160, p. 163
- Schlafly E. F., Finkbeiner D. P., Measuring Reddening with Sloan Digital Sky Survey Stellar Spectra and Recalibrating SFD, *ApJ*, 2011, vol. 737, p. 103
- Searle L., Zinn R., Compositions of halo clusters and the formation of the galactic halo, *ApJ*, 1978, vol. 225, p. 357
- Thomas D., Maraston C., Bender R., Stellar population models of Lick indices with variable element abundance ratios, *MNRAS*, 2003, vol. 339, p. 897
- Thomas D., Maraston C., Johansson J., Flux-calibrated stellar population models of Lick absorption-line indices with variable element abundance ratios, *MNRAS*, 2011, vol. 412, p. 2183
- Tinsley B. M., Stellar lifetimes and abundance ratios in chemical evolution, *ApJ*, 1979, vol. 229, p. 1046
- Trager S. C., Worthey G., Faber S. M., Burstein D., Gonzalez J. J., Old Stellar Populations. VI. Absorption-Line Spectra of Galaxy Nuclei and Globular Clusters, *ApJS*, 1998, vol. 116, p. 1
- Worthey G., Comprehensive stellar population models and the disentanglement of age and metallicity effects, *ApJS*, 1994, vol. 95, p. 107
- Worthey G., Abundance Ratio Trends and Nucleosynthesis in Elliptical Galaxies and Spheroids, *PASP*, 1998, vol. 110, p. 888
- Worthey G., Faber S. M., Gonzalez J. J., Burstein D., Old stellar populations. 5: Absorption feature indices for the complete LICK/IDS sample of stars, *ApJS*, 1994, vol. 94, p. 687
- Worthey G., Ottaviani D. L., H gamma and H delta Absorption Features in Stars and Stellar Populations, *ApJS*, 1997, vol. 111, p. 377

Yanny B., Rockosi C., Newberg H. J., Knapp G. R., Adelman-McCarthy J. K., Alcorn B., Allam S., Allende Prieto C., et al. SEGUE: A Spectroscopic Survey of 240,000 Stars with $g = 14-20$, *AJ*, 2009, vol. 137, p. 4377

Zinn R., West M. J., The globular cluster system of the galaxy. III - Measurements of radial velocity and metallicity for 60 clusters and a compilation of metallicities for 121 clusters, *ApJS*, 1984, vol. 55, p. 45

Zoccali M., Renzini A., Ortolani S., Bragaglia A., Bohlin R., Carretta E., Ferraro F. R., Gilmozzi R., Holberg J. B., Marconi G., Rich R. M., Wesemael F., The White Dwarf Distance to the Globular Cluster 47 Tucanae and its Age, *ApJ*, 2001, vol. 553, p. 733

Apêndice

Ajustes com termos mistos

As informações adquiridas com as análises sobre o comportamento dos índices (ver seção 2.3) mostraram que, além do ajuste multilinear simples, também poderia ser interessante desenvolver outros tipos de ajustes empíricos, incluindo na equação 2.3 termos mistos que ressaltariam a influência de cada um dos parâmetros atmosféricos ¹. Portanto, foram desenvolvidos mais sete tipos de ajuste (equações A.1 a A.7) além do ajuste simples para cada um dos índices. Os termos foram abordados tanto para os ajustes simples quanto para os do tipo $\log(\text{índice})$.

$$\text{índice} = a + b(\theta_{\text{eff}}) + c([Fe/H]) + d(\log g) + e(\theta_{\text{eff}} \cdot [Fe/H]) \quad (\text{A.1})$$

$$\text{índice} = a + b(\theta_{\text{eff}}) + c([Fe/H]) + d(\log g) + e(\theta_{\text{eff}} \cdot \log g) \quad (\text{A.2})$$

$$\text{índice} = a + b(\theta_{\text{eff}}) + c([Fe/H]) + d(\log g) + e([Fe/H] \cdot \log g) \quad (\text{A.3})$$

$$\text{índice} = a + b(\theta_{\text{eff}}) + c([Fe/H]) + d(\log g) + e(\theta_{\text{eff}} \cdot [Fe/H] \cdot \log g) \quad (\text{A.4})$$

$$\text{índice} = a + b(\theta_{\text{eff}}) + c([Fe/H]) + d(\log g) + e(\theta_{\text{eff}} \cdot [Fe/H]) + f(\theta_{\text{eff}} \cdot \log g) \quad (\text{A.5})$$

$$\text{índice} = a + b(\theta_{\text{eff}}) + c([Fe/H]) + d(\log g) + e(\theta_{\text{eff}} \cdot [Fe/H]) + f([Fe/H] \cdot \log g) \quad (\text{A.6})$$

$$\text{índice} = a + b(\theta_{\text{eff}}) + c([Fe/H]) + d(\log g) + e(\theta_{\text{eff}} \cdot \log g) + f(\log g \cdot [Fe/H]) \quad (\text{A.7})$$

A inserção destes termos mistos em tese pode descrever com maior precisão os índices medidos a partir da amostra de espectros do *SEGUE*, conseqüentemente possibilitar uma boa extrapolação das medidas dos índices para objetos com populações estelares mais velhas e/ou de alta metalicidade (caso das galáxias elípticas). Entretanto, a inserção de mais termos (polinomiais, exponenciais etc.) não significa necessariamente que ela consiga

¹ Alguns exemplos desse tipo de ajuste podem ser vistos em Worthey (1994)

descrever com a mesma precisão objetos com dados que não pertençam a amostra de base, gerando desta forma uma extrapolação com dados divergentes e inverossímeis com o que seria observado. Um bom exemplo disso é a representação gráfica (fig. 2.13) do ajuste comentado na seção 2.4 do capítulo 2.

A.1 Ajustes simples

As tabelas A.1 e A.2 a seguir mostram os resultados obtidos para os ajustes multilíneares de cada índice considerando as amostras solar e não solar do *SEGUE*.

Tabela A.1 - Parâmetros dos ajustes simples para a amostra com $[\alpha/\text{Fe}] < 0.2$ (solar)

Índice	$\sigma_{\text{índice}}$	Equação	Nº de estrelas	Parâmetros do ajuste					
				a	b	c	d	e	f
Ca 4227	0.139	A.5	37 768	6.8635	-8.1141	1.7039	-2.0444	-1.9184	2.5407
Ca 4455	0.209	A.6	34 779	-1.9111	1.7054	-2.3573	0.2104	2.2270	0.1917
CN ₁	0.337	A.7	16 771	-1.8624	-1.8149	-1.6948	-4.9349	6.3762	0.7231
CN ₂	0.276	A.2	16 888	-12.8296	13.6102	1.0895	-1.2853	1.9157	***
Fe 4383	0.269	A.7	24 547	15.9419	-18.9409	-1.0193	-6.6341	8.6461	0.6178
Fe 4531	0.251	A.6	27 984	-2.8825	6.4017	-0.2116	0.0758	1.1332	0.1516
Fe 4668	0.282	A.5	12 563	-8.9389	14.2195	-12.8636	-0.4466	17.8654	0.4414
Fe 5015	0.276	A.6	17 478	-7.9544	11.7945	-4.3787	0.3996	5.5521	0.2377
Fe 5270	0.228	A.7	32 214	6.1085	-6.8776	-0.3029	-2.0929	2.6680	0.1847
Fe 5335	0.222	A.7	33 049	6.0275	-6.7052	-0.4733	-2.0658	2.7694	0.2631
Fe 5406	0.197	A.6	35 599	-4.6556	5.3763	-3.0205	0.2730	3.0817	0.2138
Fe 5709	0.178	A.6	36 390	-1.1590	1.3281	-0.6659	0.0568	0.7443	0.0122
Fe 5782	0.172	A.6	36 792	-1.1818	1.7948	-1.4085	0.0107	1.6265	0.0644
G4300	0.260	A.5	22 389	-36.1717	44.0370	5.5365	10.2839	-5.2396	-11.2765
H β	0.229	A.7	33 093	25.1170	-23.8728	0.0878	-3.2627	3.5122	0.1398
Mg b	0.238	A.7	31 679	4.4057	-9.4168	-1.7715	-3.0397	5.3385	0.5540
Mg ₁	0.051	A.5	38 239	1.3988	-1.5553	0.0465	-0.3705	-0.0633	0.4187
Mg ₂	0.035	A.7	38 237	1.5847	-1.9253	-0.1034	-0.4891	0.6251	0.0298
NaD	0.265	A.5	26 077	18.9611	-19.2521	-0.3549	-5.8497	0.9260	6.6320
TiO ₁	0.274	A.6	16 089	2.9953	-4.4933	-2.2869	0.6762	1.0687	0.3390
TiO ₂	0.277	A.2	16 454	17.7409	-18.6812	-0.2334	-2.3639	3.0147	***

A.2 Ajustes do tipo log (índice)

As tabelas A.3 e A.4 a seguir² mostram os resultados obtidos para os ajustes multilíneares de cada índice considerando as amostras solar e não solar do *SEGUE*. Note que para o índice Fe 4383, o ajuste que descreve o espaço amostral com melhor precisão é o que não possui termos mistos (eq. 2.3).

² estas tabelas apresentam $\sigma_{\text{índice}}$ como o erro percentual calculado sobre o valor do índice.

Tabela A.2 - parâmetros dos ajustes simples para a amostra com $[\alpha/\text{Fe}] \geq 0.2$ (não solar)

Índice	$\sigma_{\text{índice}}$	Equação	Nº de estrelas	Parâmetros do ajuste					
				a	b	c	d	e	f
Ca 4227	0.145	A.6	12 956	-5.5693	4.9421	-1.2197	0.4062	0.9732	0.1118
Ca 4455	0.230	A.5	11 310	-2.4651	2.9682	-1.8277	0.1215	2.2896	-0.1183
CN ₁	0.275	A.5	6 805	-39.6253	40.7784	-1.9421	5.4705	2.7928	-5.4578
CN ₂	0.274	2.3	6 389	-14.5800	14.6384	0.5569	0.4877	***	***
Fe 4383	0.271	A.1	6 592	-19.6602	21.3897	-5.6198	0.8048	7.5168	***
Fe 4531	0.266	A.7	8 460	9.1885	-6.2850	0.9430	-2.8115	3.0033	0.0832
Fe 4668	0.283	A.2	4 710	30.7875	-30.6233	1.6380	-7.0602	7.6267	***
Fe 5015	0.279	A.5	6 228	30.8012	-29.2054	-2.5715	-10.0423	4.0800	10.9976
Fe 5270	0.240	A.7	10 530	5.4869	-6.3034	-0.2293	-1.8740	2.4026	0.1185
Fe 5335	0.239	A.7	10 818	6.8945	-7.4072	-0.3166	-2.1795	2.7860	0.1917
Fe 5406	0.215	A.6	12 006	-5.4587	6.1965	-2.5559	0.2233	2.7619	0.1080
Fe 5709	0.203	A.7	12 181	0.2483	-0.2155	0.0227	-0.1452	0.2121	0.0068
Fe 5782	0.197	A.5	12 419	-0.4289	1.0213	-1.0319	-0.2430	1.3388	0.2347
G4300	0.264	A.7	7 669	-44.8910	57.8487	3.6073	11.8063	-13.7298	-0.5714
H β	0.230	A.4	11 481	9.2331	-7.3076	0.1424	0.0495	0.0306	***
Mg b	0.245	A.6	10 680	-21.5294	17.0127	-5.3835	2.3325	3.3900	0.7175
Mg ₁	0.021	A.5	13 139	1.1701	-1.2986	-0.0704	-0.3552	0.0719	0.4000
Mg ₂	0.027	A.7	13 139	1.6681	-2.0642	-0.1175	-0.5289	0.6813	0.0342
NaD	0.265	A.5	8 776	6.9219	-6.8010	-2.4650	-3.5336	3.1526	4.1947
TiO ₁	0.276	A.4	5 271	1.4774	-2.7356	-1.2252	0.6888	0.3966	***
TiO ₂	0.276	A.7	6 202	14.9661	-15.4777	-0.5173	-1.5203	2.0964	0.1326

Tabela A.3 - parâmetros dos ajustes logarítmicos para a amostra com $[\alpha/\text{Fe}] < 0.2$ (solar)

log(índice)	$\sigma_{\text{índice}}$ (%)	Equação	Nº de estrelas	Parâmetros do ajuste					
				a	b	c	d	e	f
Ca 4227	27	A.6	36 835	-2.9444	1.7064	1.7424	0.2722	-1.6928	-0.0376
Ca 4455	46	A.7	29 482	2.5512	-3.6203	-0.2300	-0.9113	1.1192	0.1425
CN ₁	52	A.1	13 973	-4.9382	5.8579	0.0347	-0.0916	0.9589	***
CN ₂	44	A.3	23 658	-4.4596	4.7092	0.1561	0.1040	0.1160	***
Fe 4383	29	A.7	35 385	-3.3371	3.3342	0.0639	0.3747	-0.1826	0.0536
Fe 4531	24	A.6	37 169	-0.2011	0.8593	0.8589	-0.0151	-0.5590	-0.0171
Fe 4668	41	A.6	31 573	-2.1856	2.3223	-2.7930	0.1641	2.7344	0.2498
Fe 5015	26	A.5	37 455	3.8876	-3.5023	0.3450	-1.0062	-0.1213	1.0928
Fe 5270	34	A.7	34 956	-0.4202	-0.1271	0.0137	-0.2643	0.4506	0.0462
Fe 5335	26	A.7	37 200	-0.3164	0.0084	0.0372	-0.1739	0.3370	0.0381
Fe 5406	27	A.6	36 807	-1.9528	1.8959	-0.3030	0.0847	0.5217	0.0266
Fe 5709	47	A.1	30 477	-2.5942	1.8815	-1.1136	0.0776	1.2210	***
Fe 5782	42	A.3	32 653	-1.4195	1.2272	0.3732	-0.0070	-0.0219	***
G4300	23	A.5	37 900	-3.9938	5.0342	1.0238	1.1960	-0.9976	-1.3122
H β	13	A.6	38 209	1.4758	-1.1843	-0.4421	0.0212	0.5039	0.0251
Mg b	17	A.6	38 049	-2.1540	1.6456	0.4279	0.2797	-0.4277	0.0178
Mg ₁	44	A.7	31 181	16.4936	-19.8370	0.3957	-4.7005	5.1771	-0.0955
Mg ₂	22	A.7	37 239	2.2267	-4.3524	0.0252	-1.0797	1.4324	0.0177
NaD	30	A.7	37 276	2.5109	-2.7261	0.1630	-0.8720	1.0370	-0.0071
TiO ₁	42	A.2	33 161	2.4509	-2.6480	0.0257	-0.3030	0.3920	***
TiO ₂	35	A.2	35 428	3.3462	-3.4569	-0.0043	-0.4890	0.5849	***

Tabela A.4 - parâmetros dos ajustes logarítmicos para a amostra com $[\alpha/\text{Fe}] \geq 0.2$ (não solar)

log(<i>índice</i>)	$\sigma_{índice}$ (%)	Equação	Nº de estrelas	Parâmetros do ajuste					
				a	b	c	d	e	f
Ca 4227	28	A.6	1 2687	-2.7777	2.0387	1.3639	0.1864	-1.0458	-0.0441
Ca 4455	56	A.6	6 412	-3.7402	2.6373	-1.5774	0.2027	1.3892	0.1270
CN ₁	59	A.4	2 589	-5.2751	4.7184	-0.1366	0.1391	0.0994	***
CN ₂	52	A.7	7 560	-6.7248	6.5065	0.2446	0.6209	-0.4729	-0.0002
Fe 4383	35	2.3	12 157	-2.4626	2.5681	0.2893	0.1574	***	***
Fe 4531	31	A.6	12 586	-0.2600	1.0851	0.8282	-0.0424	-0.4307	-0.0280
Fe 4668	52	A.5	9 183	2.9282	-2.6800	-2.2892	-1.3864	3.0371	1.5166
Fe 5015	28	A.5	12 942	4.3433	-4.0475	0.1097	-1.2603	0.0988	1.3784
Fe 5270	40	A.4	12 051	-2.2483	1.8148	0.0808	0.1466	0.0141	***
Fe 5335	31	A.1	12 737	-1.6052	1.5112	0.0142	0.1140	0.1908	***
Fe 5406	34	A.6	12 449	-0.5908	0.5745	-0.3275	-0.3536	0.6294	0.4256
Fe 5709	53	A.1	9 339	-2.6699	1.9691	-0.9125	0.0741	1.0448	***
Fe 5782	32	A.2	9 589	3.7466	-4.3126	0.2224	-1.1603	1.2169	***
G4300	20	A.5	12 775	-3.9125	4.5163	1.4946	1.2775	-1.4731	-1.3942
H β	16	A.5	13 108	1.3059	-0.9770	-0.3619	0.0174	0.4981	-0.0096
Mg b	14	A.5	13 123	-2.0017	1.7924	0.4690	0.3029	-0.3489	-0.0782
Mg ₁	43	A.2	10 944	-5.6477	3.5957	-1.5792	0.1920	1.7166	***
Mg ₂	16	A.2	13 124	1.6451	-3.5355	0.1163	-0.9804	1.2922	***
NaD	33	A.5	12 695	0.7629	-0.9237	-0.4036	-0.6407	0.5884	0.7987
TiO ₁	46	A.7	11 255	4.2796	-4.7561	-0.1112	-0.7233	0.8864	0.0440
TiO ₂	35	A.5	12 529	2.2098	-2.1598	-0.2147	-0.2167	0.2670	0.2797

Catálogo de Aglomerados - Informações Adicionais

B.1 Cálculo do Excesso de Cor

Sabendo que os aglomerados sofrem efeito de extinção (devido à presença de material interestelar presente na Galáxia), também é possível estimar as magnitudes absolutas considerando tal situação. Uma maneira de calcular estes efeitos pode ser visto em Cardelli et al. (1989), que parametrizou a extinção interestelar para as bandas U e B (A_U e A_B) em função da extinção para banda V , como visto nas relações B.1. Para os objetos da Via Láctea, o valor de A_V foi obtido a partir da razão constante de fluxos¹ R e do excesso de cor $E(B - V)$ disponível em Harris (1996) para cada aglomerado (eq. B.2). Já para os aglomerados da Grande Nuvem de Magalhães, os valores de extinção foram obtidos por Schlafly e Finkbeiner (2011) e divulgados pela base de dados *NED*.

$$\frac{A_U}{A_V} = 1.569 \text{ e } \frac{A_B}{A_V} = 1.337 \quad (\text{B.1})$$

$$\frac{A_V}{E(B - V)} = R \quad (\text{B.2})$$

B.2 Outras Informações

As tabelas a seguir apresentam as informações adicionais da relação de aglomerados apresentada no capítulo 4, como coordenadas, magnitudes aparentes nas bandas U , B e V , distância dos aglomerados em relação ao Sol (d), e excesso de cor $E(B - V)$. As coordenadas apresentadas foram obtidas a partir do banco de dados SimbaD.

¹ Para a Via Láctea e para as Nuvens de Magalhães, o valor de R pode ser adotado como $R = 3.1$ (Cardelli et al., 1989; Dobashi et al., 2008).

Tabela B.1 - Informações adicionais sobre os aglomerados (dados obtidos em literatura)

Objeto	α (hh:mm:ss)	δ ($^{\circ}$:mm:ss)	d (kpc)	$E(B - V)$ (mag)	m_U (mag)	m_B (mag)	m_V (mag)
NGC 104	00 24 05.359	-72 04 53.20	4.69	0.04	5.2	4.83	3.95
NGC 362	01 03 14.26	-70 50 55.6	8.6	0.05	7.33	7.17	6.4
NGC 1718	04 52 25	-67 03 06	56	0.07	13.27	13.01	12.25
NGC 1751	04 54 12	-69 48 23	49.97	0.07	12.79	12.52	11.73
NGC 1754	04 54 17,0	-70 26 30	49.97	0.07	12.47	12.32	11.57
NGC 1786	04 59 07,8	-67 44 43	49	0.07	11.72	11.62	10.88
NGC 1806	05 02 11	-67 59.3	49.97	0.07	12.14	11.83	11.10
NGC 1835	05 05 07.0	-69 24 14	45	0.07	11.03	10.90	10.17
NGC 1846	05 07 35.25	-67 27 38.9	49	0.07	12.39	12.08	11.31
NGC 1851	05 14 06.76	-40 02 47.6	12.1	0.02	8.07	7.9	7.14
NGC 1856	05 09 30,4	-69 07 45	47	0.07	10.51	10.41	10.06
NGC 1898	05 16 41.24	-69 39 24.4	49.97	0.07	12.7	12.62	11.86
NGC 1904 (M79)	05 24 10.59	-24 31 27.3	12.9	0.01	8.44	8.38	7.73
NGC 1978	05 28 45.0	-66 14 14	49	0.07	11.73	11.48	10.70
NGC 2005	05 30 10.4	-69 45 10	49.97	0.07	12.5	12.30	11.57
NGC 2019	05 31 56.48	-70 09 32.5	49.97	0.07	11.78	11.62	10.86
NGC 2298	06 48 59.41	-36 00 19.1	10.8	0.14	10.21	10.04	9.29
NGC 2808	09 12 03.10	-64 51 48.6	9.6	0.22	7.4	7.12	6.2
NGC 3201	10 17 36.82	-46 24 44.9	4.9	0.24	8.09	7.71	6.75
NGC 4833	12 59 33.92	-70 52 35.4	6.6	0.32	8.13	7.84	6.91
NGC 5286	13 46 26.81	-51 22 27.3	11.7	0.24	8.5	8.22	7.34
NGC 5904 (M 5)	15 18 33.22	+02 04 51.7	7.5	0.03	6.54	6.37	5.65
NGC 5927	15 28 00.69	-50 40 22.9	7.7	0.45	10.17	9.32	8.01
NGC 5946	15 35 28.58	-50 39 35.0	10.6	0.54	11.35	10.9	9.61
NGC 5986	15 46 03.00	-37 47 11.1	10.4	0.28	8.72	8.42	7.52
NGC 6121 (M 4)	16 23 35.22	-26 31 32.7	2.2	0.35	7.09	6.66	5.63
NGC 6171 (M 107)	16 32 31.86	-13 03 13.6	6.4	0.33	9.72	9.03	7.93
NGC 6218 (M 12)	16 47 14.18	-01 56 54.7	4.8	0.19	7.73	7.53	6.7
NGC 6235	16 53 25.36	-22 10 38.8	11.5	0.31	11.46	11.02	9.97
NGC 6254 (M 10)	16 57 09.05	-04 06 01.1	4.4	0.28	7.73	7.5	6.6
NGC 6266 (M 62)	17 01 12.60	-30 06 44.5	6.8	0.47	8.16	7.64	6.45
NGC 6284	17 04 28.747	-24 45 51.22	15.3	0.28	10.22	9.82	8.83
NGC 6304	17 14 32.25	-29 27 43.3	5.9	0.54	10.35	9.53	8.22
NGC 6342	17 21 10.14	-19 35 14.7	8.5	0.46	11.69	10.92	9.66
NGC 6352	17 25 29.11	-48 25 19.8	5.6	0.22	9.66	9.02	7.96
NGC 6362	17 31 54.99	-67 02 54.0	7.6	0.09	8.87	8.58	7.73
NGC 6388	17 36 17.461	-44 44 08.34	9.9	0.37	8.55	7.89	6.72
NGC 6441	17 50 13.06	-37 03 05.2	11.6	0.47	9.23	8.42	7.15
NGC 6528	18 04 49.61	-30 03 20.8	7.9	0.54	12.22	11.13	9.6
NGC 6544	18 07 20.64	-24 59 50.4	3	0.76	9.96	9.23	7.77
NGC 6553	18 09 15.68	-25 54 27.9	6	0.63	11.13	9.79	8.06
NGC 6624	18 23 40.51	-30 21 39.7	7.9	0.28	9.58	8.98	7.87
NGC 6637 (M 69)	18 31 23.10	-32 20 53.1	8.8	0.18	9.13	8.65	7.64
NGC 6652	18 35 45.63	-32 59 26.6	10	0.09	9.93	9.56	8.62
NGC 6723	18 59 33.15	-36 37 56.1	8.7	0.05	7.97	7.76	7.01
NGC 6752	19 10 52.11	-59 59 04.4	4	0.04	6.13	6.06	5.4
NGC 6981 (M 72)	20 53 27.70	-12 32 14.3	17	0.05	10.13	9.99	9.27
NGC 7078 (M 15)	21 29 58.33	+12 10 01.2	10.4	0.1	6.94	6.88	6.2
NGC 7089 (M 2)	21 33 27.02	-00 49 23.7	11.5	0.06	7.95	7.86	7.2

B.3 Outros Índices Medidos

As tabelas B.2 e B.3 apresentam os índices medidos e seus respectivos desvios para os aglomerados que não foram utilizados neste trabalho.

Tabela B.2 - Índices de Lick de aglomerados citados na tabela 4.1 (parte III).

Objeto	CN ₁ (mag)	CN ₂ (mag)	Ca 4455 (Å)	Fe 4668 (Å)	Mg ₁ (mag)	Referência
NGC 104	0.033±0.003	0.0598±0.0038	0.603±0.073	1.95±0.23	0.050±0.024	Schiavon et al. (2005)
NGC 362	***	***	0.84±0.22	***	***	Pipino et al. (2011)
NGC 1718	-0.141±0.018	-0.087±0.021	0.17±0.20	-0.18±0.41	0.0290±0.0070	Beasley et al. (2002)
NGC 1751	-0.142±0.019	0.112±0.023	0.26±0.22	2.08±0.45	0.0036±0.0080	Beasley et al. (2002)
NGC 1754	-0.122±0.011	-0.082±0.013	0.16±0.14	-0.22±0.29	0.0220±0.0040	Beasley et al. (2002)
NGC 1786	-0.0840±0.0060	-0.0400±0.0080	0.45±0.11	-0.67±0.22	0.0200±0.0020	Beasley et al. (2002)
NGC 1806	-0.099±0.011	-0.041±0.013	0.87±0.14	0.78±0.29	0.0510±0.0040	Beasley et al. (2002)
NGC 1835	-0.106±0.010	0.054±0.013	0.43±0.13	-0.24±0.27	0.0224±0.0040	Beasley et al. (2002)
NGC 1846	-0.176±0.014	-0.118±0.016	0.47±0.16	-0.27±0.33	0.0250±0.0050	Beasley et al. (2002)
NGC 1851	-0.0474±0.0053	-0.0192±0.0061	0.37±0.12	0.84±0.24	0.0181±0.0073	Schiavon et al. (2005)
NGC 1856	-0.2050±0.0070	-0.1290±0.0090	0.33±0.11	0.04±0.23	0.0220±0.0030	Beasley et al. (2002)
NGC 1898	-0.074±0.021	-0.017±0.025	1.45±0.22	0.58±0.48	0.0450±0.0080	Beasley et al. (2002)
NGC 1904 (M79)	-0.0755±0.0057	-0.0487±0.0063	0.18±0.12	0.10±0.26	0.0025±0.0066	Schiavon et al. (2005)
NGC 1978	-0.106±0.012	-0.070±0.014	0.70±0.14	2.60±0.28	0.0560±0.0040	Beasley et al. (2002)
NGC 2005	-0.113±0.016	-0.047±0.020	0.67±0.20	-2.30±0.45	0.0130±0.0080	Beasley et al. (2002)
NGC 2019	-0.103±0.015	-0.949±0.017	0.33±0.17	0.25±0.36	0.0120±0.0060	Beasley et al. (2002)
NGC 2298	-0.093±0.013	-0.066±0.015	0.13±0.28	0.30±0.60	0.001±0.016	Schiavon et al. (2005)
NGC 2808	-0.0350±0.0037	-0.0093±0.0042	0.375±0.079	0.85±0.23	0.0162±0.0042	Schiavon et al. (2005)
NGC 3201	-0.079±0.013	-0.051±0.015	0.34±0.27	-0.16±0.55	0.001±0.014	Schiavon et al. (2005)
NGC 4833	***	***	0.090±0.050	***	***	Pipino et al. (2011)
NGC 5286	-0.0758±0.0048	-0.0480±0.0051	0.21±0.10	0.37±0.22	0.0110±0.0059	Schiavon et al. (2005)
NGC 5904 (M 5)	-0.0670±0.0030	-0.0382±0.0035	0.288±0.066	0.57±0.17	0.0145±0.0041	Schiavon et al. (2005)
NGC 5927	0.050±0.015	0.077±0.016	0.87±0.27	2.85±0.61	0.069±0.012	Schiavon et al. (2005)
NGC 5946	-0.079±0.019	-0.053±0.022	0.10±0.38	-0.09±0.72	0.017±0.017	Schiavon et al. (2005)
NGC 5986	-0.0757±0.0081	-0.0482±0.0088	0.14±0.16	0.28±0.36	0.0059±0.0085	Schiavon et al. (2005)
NGC 6121 (M 4)	-0.0624±0.0070	-0.0364±0.0077	0.28±0.14	0.60±0.31	0.0176±0.0076	Schiavon et al. (2005)
NGC 6171 (M 107)	-0.041±0.020	-0.012±0.023	0.45±0.37	1.28±0.80	0.033±0.018	Schiavon et al. (2005)
NGC 6218 (M 12)	-0.0809±0.0093	-0.053±0.010	0.19±0.20	0.16±0.42	0.009±0.011	Schiavon et al. (2005)
NGC 6235	-0.051±0.031	-0.022±0.034	0.31±0.56	1.2±1.0	0.017±0.026	Schiavon et al. (2005)
NGC 6254 (M 10)	-0.0707±0.0078	-0.0454±0.0085	0.19±0.15	0.07±0.34	0.0065±0.0083	Schiavon et al. (2005)
NGC 6266 (M 62)	-0.0358±0.0042	-0.0100±0.0047	0.325±0.091	0.84±0.24	0.0170±0.0046	Schiavon et al. (2005)
NGC 6284	-0.049±0.008	-0.0210±0.0091	0.34±0.16	0.82±0.43	0.0236±0.0091	Schiavon et al. (2005)
NGC 6304	0.045±0.014	0.072±0.016	0.76±0.25	2.62±0.51	0.060±0.013	Schiavon et al. (2005)
NGC 6342	0.004±0.022	0.028±0.025	0.68±0.39	1.84±0.77	0.034±0.020	Schiavon et al. (2005)
NGC 6352	0.010±0.009	0.036±0.010	0.66±0.19	2.44±0.37	0.048±0.011	Schiavon et al. (2005)
NGC 6362	-0.059±0.013	-0.031±0.014	0.35±0.25	0.66±0.55	0.025±0.014	Schiavon et al. (2005)
NGC 6388	0.027±0.005	0.0545±0.0052	0.663±0.094	2.17±0.19	0.0420±0.0053	Schiavon et al. (2005)
NGC 6441	-0.0523±0.0057	-0.0232±0.0063	0.31±0.10	0.74±0.19	0.0325±0.0056	Schiavon et al. (2005)
NGC 6528	0.0717±0.0090	0.103±0.010	1.10±0.14	4.77±0.47	0.0957±0.0069	Schiavon et al. (2005)
NGC 6544	-0.048±0.018	-0.028±0.021	0.35±0.35	0.61±0.61	0.034±0.017	Schiavon et al. (2005)
NGC 6553	0.051±0.010	0.081±0.011	0.84±0.20	4.21±0.60	0.088±0.019	Schiavon et al. (2005)
NGC 6624	0.0289±0.0057	0.0563±0.0065	0.73±0.12	2.05±0.22	0.0454±0.0062	Schiavon et al. (2005)
NGC 6637 (M 69)	-0.0010±0.0068	0.0224±0.0076	0.62±0.14	1.91±0.44	0.0429±0.0086	Schiavon et al. (2005)
NGC 6652	-0.0230±0.0075	0.0009±0.0084	0.46±0.16	1.45±0.33	0.0217±0.0091	Schiavon et al. (2005)
NGC 6723	-0.049±0.011	-0.022±0.012	0.27±0.21	0.62±0.41	0.012±0.015	Schiavon et al. (2005)
NGC 6752	-0.0748±0.0070	-0.0464±0.0079	0.17±0.15	0.36±0.33	0.004±0.011	Schiavon et al. (2005)
NGC 6981 (M 72)	-0.051±0.018	-0.071±0.011	-0.095±0.097	0.50±0.23	0.0099±0.0058	Puzia et al. (2002)
NGC 7078 (M 15)	-0.0859±0.0044	-0.0635±0.0050	0.072±0.099	-0.16±0.25	0.0015±0.0074	Schiavon et al. (2005)
NGC 7089 (M 2)	-0.0759±0.0062	-0.0484±0.0069	0.19±0.14	0.32±0.29	0.0068±0.0080	Schiavon et al. (2005)

Tabela B.3 - Índices de Lick de aglomerados citados na tabela 4.1 (parte IV).

Objeto	Fe 5709 (Å)	Fe 5782 (Å)	NaD (Å)	TiO ₁ (mag)	TiO ₂ (mag)	Referência
NGC 104	0.613±0.050	0.438±0.053	1.68±0.10	0.0148±0.0065	0.036±0.020	Schiavon et al. (2005)
NGC 362	***	***	0.7300±0.0050	0.0103±0.0033	0.017±0.010	Pipino et al. (2011)
NGC 1718	***	***	***	***	***	Beasley et al. (2002)
NGC 1751	***	***	***	***	***	Beasley et al. (2002)
NGC 1754	***	***	***	***	***	Beasley et al. (2002)
NGC 1786	***	***	***	***	***	Beasley et al. (2002)
NGC 1806	***	***	***	***	***	Beasley et al. (2002)
NGC 1835	***	***	***	***	***	Beasley et al. (2002)
NGC 1846	***	***	***	***	***	Beasley et al. (2002)
NGC 1851	0.438±0.087	0.195±0.091	1.32±0.19	-0.022±0.013	-0.017±0.024	Schiavon et al. (2005)
NGC 1856	***	***	***	***	***	Beasley et al. (2002)
NGC 1898	***	***	***	***	***	Beasley et al. (2002)
NGC 1904 (M79)	0.210±0.091	0.086±0.097	0.94±0.19	-0.015±0.023	-0.017±0.025	Schiavon et al. (2005)
NGC 1978	***	***	***	***	***	Beasley et al. (2002)
NGC 2005	***	***	***	***	***	Beasley et al. (2002)
NGC 2019	***	***	***	***	***	Beasley et al. (2002)
NGC 2298	0.19±0.21	0.13±0.22	1.46±0.52	-0.023±0.033	-0.016±0.051	Schiavon et al. (2005)
NGC 2808	0.484±0.055	0.326±0.056	1.49±0.11	0.0056±0.0080	-0.004±0.024	Schiavon et al. (2005)
NGC 3201	0.30±0.18	0.00±0.17	4.02±0.93	-0.009±0.023	-0.043±0.041	Schiavon et al. (2005)
NGC 4833	***	***	1.720±0.069	0.00540±0.00040	0.0069±0.0018	Pipino et al. (2011)
NGC 5286	0.299±0.069	0.218±0.068	1.29±0.14	-0.0133±0.0096	-0.004±0.023	Schiavon et al. (2005)
NGC 5904 (M 5)	0.376±0.053	0.179±0.060	0.84±0.12	-0.002±0.014	-0.002±0.023	Schiavon et al. (2005)
NGC 5927	0.86±0.14	0.85±0.14	4.61±0.31	0.015±0.018	0.043±0.046	Schiavon et al. (2005)
NGC 5946	0.39±0.20	0.30±0.20	3.11±0.40	-0.016±0.026	-0.032±0.045	Schiavon et al. (2005)
NGC 5986	0.29±0.10	0.19±0.11	2.70±0.22	-0.005±0.018	-0.023±0.035	Schiavon et al. (2005)
NGC 6121 (M 4)	0.449±0.095	0.324±0.091	1.90±0.21	0.016±0.012	-0.011±0.029	Schiavon et al. (2005)
NGC 6171 (M 107)	0.48±0.20	0.45±0.20	1.77±0.46	0.008±0.026	-0.008±0.047	Schiavon et al. (2005)
NGC 6218 (M 12)	0.30±0.13	0.30±0.15	0.76±0.37	-0.010±0.019	-0.018±0.038	Schiavon et al. (2005)
NGC 6235	0.63±0.30	0.39±0.35	3.49±1.00	-0.017±0.045	-0.008±0.077	Schiavon et al. (2005)
NGC 6254 (M 10)	0.33±0.10	0.23±0.11	1.43±0.25	0.002±0.015	-0.009±0.033	Schiavon et al. (2005)
NGC 6266 (M 62)	0.490±0.055	0.466±0.054	2.45±0.11	-0.0033±0.0072	-0.008±0.025	Schiavon et al. (2005)
NGC 6284	0.48±0.11	0.39±0.11	2.22±0.24	-0.014±0.015	-0.014±0.029	Schiavon et al. (2005)
NGC 6304	0.80±0.13	0.79±0.14	3.84±0.26	0.009±0.018	0.008±0.037	Schiavon et al. (2005)
NGC 6342	0.61±0.23	0.51±0.23	2.96±0.48	-0.011±0.029	-0.010±0.054	Schiavon et al. (2005)
NGC 6352	0.70±0.13	0.62±0.14	3.32±0.26	-0.010±0.019	-0.008±0.043	Schiavon et al. (2005)
NGC 6362	0.46±0.20	0.30±0.20	8.9±1.2	0.021±0.027	0.032±0.054	Schiavon et al. (2005)
NGC 6388	0.742±0.059	0.665±0.060	3.75±0.12	0.0096±0.0071	0.015±0.014	Schiavon et al. (2005)
NGC 6441	0.576±0.061	0.568±0.061	3.00±0.12	-0.0014±0.0077	-0.009±0.015	Schiavon et al. (2005)
NGC 6528	0.984±0.072	0.780±0.083	5.11±0.17	0.0266±0.0095	0.087±0.020	Schiavon et al. (2005)
NGC 6544	0.53±0.15	0.60±0.15	2.25±0.33	-0.015±0.024	-0.025±0.041	Schiavon et al. (2005)
NGC 6553	0.99±0.11	1.11±0.12	3.71±0.21	0.018±0.014	0.068±0.029	Schiavon et al. (2005)
NGC 6624	0.729±0.073	0.604±0.075	2.33±0.16	-0.0086±0.0098	0.015±0.018	Schiavon et al. (2005)
NGC 6637 (M 69)	0.565±0.088	0.408±0.095	3.08±0.21	0.015±0.012	0.044±0.024	Schiavon et al. (2005)
NGC 6652	0.51±0.11	0.40±0.12	1.84±0.26	-0.021±0.015	-0.015±0.031	Schiavon et al. (2005)
NGC 6723	0.39±0.15	0.22±0.16	4.42±0.45	-0.017±0.019	-0.019±0.044	Schiavon et al. (2005)
NGC 6752	0.21±0.12	0.12±0.13	0.86±0.27	-0.010±0.017	-0.005±0.043	Schiavon et al. (2005)
NGC 6981 (M 72)	0.212±0.079	0.00±0.16	1.16±0.14	0.000±0.015	0.0162±0.0070	Puzia et al. (2002)
NGC 7078 (M 15)	0.052±0.075	0.088±0.082	1.69±0.16	-0.008±0.012	-0.042±0.022	Schiavon et al. (2005)
NGC 7089 (M 2)	0.22±0.10	0.12±0.11	1.09±0.22	-0.012±0.017	-0.023±0.030	Schiavon et al. (2005)