

Universidade Federal do Rio de Janeiro
Centro de Ciências Matemáticas e da Natureza
Observatório do Valongo

Gêmeas e Análogas Solares:
Uma Análise Espectroscópica no Violeta e Ultravioleta

Autora:
Maria Luiza Ubaldo Melo

Orientador:
Gustavo Frederico Porto de Mello

Projeto de Conclusão de Curso para a obtenção do título de
Astrônoma

Julho de 2017

*Aos meus entes queridos,
as estrelas mais próximas de mim.*

*“Se as coisas são inatingíveis... ora!
Não é motivo para não querê-las...
Que tristes os caminhos, se não fora
A mágica presença das estrelas!”*

Mário Quintana

Resumo

Estrelas do tipo solar são objetos fundamentais para a astrofísica por desempenharem papel relevante na caracterização do Sol em relação às propriedades das demais estrelas. Dentre estes objetos, dedicamos uma atenção particular às análogas e gêmeas solares. Análogas solares são estrelas que possuem parâmetros, tais como temperatura efetiva, metalicidade, gravidade superficial e cores fotométricas, semelhantes aos do Sol. Gêmeas solares são objetos que possuem todos os observáveis astrofísicos fundamentais — massa, idade, temperatura efetiva, composição química, gravidade superficial, luminosidade, campos fotosféricos de velocidade, atividade magnética, etc — iguais aos solares dentro das incertezas de análise. A maioria das estrelas classificadas desta maneira, inclusive as melhores análogas e gêmeas da atualidade, foram caracterizadas de acordo com uma análise espectroscópica no domínio do visível. No entanto, sabemos que as regiões do violeta e do ultravioleta são interessantes em estrelas do tipo solar, pois são extremamente sensíveis à variação dos parâmetros atmosféricos. Isto torna estes regimes ferramentas relevantes na identificação de estrelas deste tipo, sendo ainda pouco explorados na literatura neste contexto. No presente trabalho, apresentamos uma análise espectroscópica da região de $3995 \rightarrow 4500 \text{ \AA}$ de 85 estrelas do tipo solar, incluindo candidatas interessantes a análogas e gêmeas solares. Utilizamos o método dos índices espectrais, que já se revelou capaz de recuperar parâmetros atmosféricos de forma competitiva com as demais técnicas, para identificar as transições mais proeminentes no regime acima e analisar a sensibilidade destas linhas à variação dos parâmetros atmosféricos estelares. Construímos uma calibração utilizando o método de análise de componentes principais aplicado aos índices espectrais e aos parâmetros atmosféricos da amostra calibradora. Usamos estes resultados para determinar que as estrelas HD 98649, HD 118598, HD 138573 e HD 140690 são as melhores análogas solares da nossa amostra de acordo com o domínio do violeta, classificação que não é permitida pela análise no visível por este regime possuir menor capacidade em discriminar diferenças entre as características espectrais. Utilizamos, também, o CN (3850 \AA) e o CH (4310 \AA), que são as principais moléculas observadas em estrelas do tipo solar e cujas sensibilidades são altas com a temperatura efetiva, metalicidade e gravidade, para determinar, quantitativamente, porém de forma muito preliminar, similaridades entre um conjunto de candidatas a análogas e gêmeas solares e o Sol. Observamos que a correlação destas moléculas com os parâmetros atmosféricos é baixa, com o CH mostrando apenas uma ligeira tendência com a temperatura. Em vista disto, uma análise mais detalhada do CH e do CN é requerida. Sugerimos que os domínios do violeta e ultravioleta são potencialmente muito sensíveis em discriminar sutis diferenças de características espectrais em estrelas de tipo solar, devendo ser explorados em maior profundidade na caracterização de análogas e gêmeas solares.

Palavras-chave: Estrelas do tipo solar. Estrelas análogas e gêmeas solares. Parâmetros estelares fundamentais. Atmosferas estelares.

Abstract

Solar type stars are fundamental objects in astrophysics as they play an important role in characterizing the properties of the Sun among the stars. In the present work we pay special attention to the so-called solar analogues and solar twins. Solar analogues are stars with atmospheric parameters, such as effective temperature, metallicity, surface gravity and photometric colors, similar to the solar ones. Solar twins are objects that have all fundamental parameters — mass, age, effective temperature, chemical composition, surface gravity, luminosity, photospheric velocity fields, magnetic activity, etc — identical to the Sun within the observational uncertainties. The majority of stars classified in this way, including the best solar analogues and solar twins known to date, were characterized by means of a spectroscopic analysis in the visible spectrum. However, we know that the ultraviolet and violet domains are interesting in solar type stars for their great sensitivity to the atmospheric parameters. These regimes are, therefore, a useful tool in the identification of this kind of stars, being still poorly explored in the literature in this context. In the present work we aim to perform a spectroscopic analysis in the $3995 \rightarrow 4500 \text{ \AA}$ regime of 85 solar type stars, including interesting solar analogue and solar twin candidates. We use the spectral indexes method, already shown to be able to derive atmospheric parameters in a competitive way among other techniques, to identify the most prominent spectral transitions in the above domain and to analyze the response of these features to varying stellar atmospheric parameters. Thereby, we build a calibration using the principal component analysis method applied to the spectral indexes and the atmospheric parameters of a sample of a calibrating stars. We use these results to determine that the stars HD 98649, HD 118598, HD 138573 and HD 140690 are the best solar analogues of our sample according to the violet domain. This classification wouldn't be possible using an analysis in the visible spectrum, for this regime exhibits a lower capacity to discriminate spectral features. We also use the CN (3850 \AA) and CH (4310 \AA) features, which are the main molecules observed in solar type stars and whose sensitivities to effective temperature, metallicity and surface gravity are high, to quantitatively determine, though in a preliminary manner, similarities between candidates to solar analogues and solar twins and the Sun. We observe a low correlation between these molecules strengths and atmospheric parameters, with CH showing a small trend with effective temperature. Thus, a more detailed analysis of these molecules is required. We suggest that the violet and ultraviolet domains are potentially very sensitive to discriminate subtle differences of spectral features in solar type stars and we emphasize that they should be studied in greater depth for the characterization of solar analogues and solar twins.

Keywords: Solar type stars. Solar analogues and solar twins. Fundamental stellar parameters. Stellar atmospheres.

Agradecimentos

Ao Observatório do Valongo por seu ambiente agradável, pelos professores que contribuíram consideravelmente para minha formação e pelos astroamigos, sem os quais esta jornada teria sido muito mais difícil.

Ao meu orientador Gustavo pelos ensinamentos transmitidos como professor e amigo ao longo da graduação.

Ao Riano pela amizade e por todos os ensinamentos dentro e fora do projeto. Ao Diego pelo auxílio com as técnicas das ferramentas aqui utilizadas.

À UFRJ pelo apoio financeiro em uma expedição ao Observatório do Pico dos Dias e em minha participação na XL Reunião Anual da Sociedade Astronômica Brasileira.

À FAPERJ pela bolsa de iniciação científica concedida durante os dois anos de desenvolvimento do projeto.

Ao Tuco pelo companheirismo e carinho, sempre alegrando e iluminando os meus dias.

Aos muitos outros irmãos de luz que caminham sempre ao meu lado.

Ao Ernesto e à Anelise por terem me proporcionado perseguir o meu sonho e por sempre acreditarem em mim. À Maria Zilda por prezar tanto por meu crescimento como pessoa e pelo carinho tão especial de vó. À Tita, à Isa, ao Chico e à Mel por serem irmãos maravilhosos. E a todos os demais membros de minha família por me desejarem sempre o bem.

Sumário

Resumo	iii
Abstract	iv
Agradecimentos	v
Sumário	vi
Lista de figuras	viii
Lista de tabelas	xi
1 Introdução	1
2 Amostra e reduções	7
2.1 Seleção da amostra	7
2.2 Tratamento inicial	9
2.2.1 Velocidade radial e correção Doppler	10
2.2.2 Degradação da resolução espectral	14
2.2.3 Normalização	15
2.2.4 Razão sinal-ruído	21
3 Construção dos índices espectrais	24
3.1 Definição dos índices	24
3.2 Medição e seleção dos índices	27
4 Calibração dos índices e derivação dos parâmetros atmosféricos	31
4.1 Construção da calibração	31
4.1.1 Análise de Componente Principal	31
4.1.2 Calibração dos parâmetros atmosféricos	35
4.2 Derivação dos parâmetros da amostra de estudo	38
5 Discussão dos resultados	43

5.1	Comparação entre os parâmetros atmosféricos derivados do violeta e os da literatura	43
5.2	Comparação entre os parâmetros atmosféricos derivados do violeta com os solares	47
5.3	Estudo preliminar das bandas moleculares do CH e do CN	50
6	Conclusões e perspectivas	58
A	Parâmetros atmosféricos da amostra	62
B	Índices espectrais	66
	Referências Bibliográficas	82

Lista de Figuras

2.1	Distribuição das estrelas da amostra no espaço de metalicidade e temperatura efetiva de $H\alpha$. A amostra de calibração engloba as estrelas que serão utilizadas para calibrar os parâmetros atmosféricos e a amostra de estudo inclui as melhores análogas solares da amostra cujos parâmetros serão derivados. Notamos que as metalicidades e a temperaturas efetivas da amostra estão bem distribuídas ao redor do Sol, representado por \odot , com este praticamente no centro da distribuição.	9
2.2	Distribuição das estrelas da amostra no espaço de gravidade superficial e temperatura efetiva de $H\alpha$. A amostra de calibração engloba as estrelas que serão utilizadas para calibrar os parâmetros atmosféricos e a amostra de estudo inclui as melhores análogas solares da amostra cujos parâmetros serão derivados. Observamos que o Sol, representado por \odot , não está exatamente no centro da distribuição. Apesar disso, as estrelas da amostra possuem valores variados de gravidade e temperatura efetiva em torno do Sol.	10
2.3	Ilustração da correção do desvio Doppler feita para a estrela HD 101563. O espectro original, pontilhado, está deslocado para menores comprimentos de onda, o que indica que a estrela está se aproximando do observador. O espectro preto é o mesmo espectro após ser corrigido do desvio Doppler.	13
2.4	Ilustração de um dos espectros da estrela HD 146233 correspondente à resolução original do FEROS ($R = 48000$), para exemplificar a grande densidade de linhas no domínio de $3995 \rightarrow 4500 \text{ \AA}$	14
2.5	Espectro da figura 2.4 após ser submetido ao procedimento de degradação e ter seu poder resolutor diminuído de $R = 48000$ para $R = 15000$. Notamos que este espectro possui uma densidade de linhas muito menor do que a do espectro original.	16
2.6	Um dos espectros da estrela HD 146233 inclinados para esquerda no domínio completo de $3995 \rightarrow 4500 \text{ \AA}$. Na imagem 2.5 observamos o espectro deste mesmo objeto inclinado para direita.	18
2.7	Ilustração de um dos espectros da estrela HD 146233 no domínio de $3995 \rightarrow 4125 \text{ \AA}$ antes e após ser normalizado.	20
2.8	Ilustração de um dos espectros da estrela HD 146233 no domínio de $4100 \rightarrow 4225 \text{ \AA}$ antes e após ser normalizado.	20
2.9	Ilustração de um dos espectros da estrela HD 146233 no domínio de $4200 \rightarrow 4325 \text{ \AA}$ antes e após ser normalizado.	20
2.10	Ilustração de um dos espectros da estrela HD 146233 no domínio de $4300 \rightarrow 4500 \text{ \AA}$ antes e após ser normalizado.	21

3.1	Identificação dos índices $i17$ ao $i24$ de uma seção da região de interesse a partir dos espectros degradados ($R = 15000$) de três objetos, estrela quente e pobre e pobre em metais (HD 162396), Ganimedes (Sol) e estrela fria e rica em metais (HD 210277). As linhas pontilhadas verticais delimitam cada índice. Como exemplo, λ_i e λ_f são, respectivamente, o comprimento de onda inicial e final do $i19$	26
3.2	Ilustração da composição dos índices da figura 3.1. Ambos os espectros são de Ganimedes, o cinza corresponde ao espectro original ($R = 48000$) e o preto ao degradado ($R = 15000$). Cada índice da imagem 3.1 é formado pela linhas do espectro cinza que estão envolvidas pelo espectro preto. O $i19$, por exemplo, é composto por transições do V II, Co I, Sc I, Ti I, Fe II, Fe I, Ni I e Cr I.	27
3.3	Gráfico de resíduo do $i24$ em função da largura equivalente. Notamos que para este índice não há nenhuma tendência. As linhas tracejadas em vermelho e azul representam 2σ e 3σ , respectivamente.	30
4.1	Conjunto de dados utilizado para ilustração do método PCA.	34
4.2	Conjunto de dados da figura 4.1 escritos em termos das componentes principais PC1 e PC2.	34
4.3	Orientação dos novos eixos, PC1 e PC2, em relação aos originais, x e y	35
4.4	Dispersão percentual dos índices classe 1 utilizados calculada a partir das múltiplas observações.	39
4.5	Comparação entre as temperaturas efetivas das estrelas de calibração obtidas da literatura e suas temperaturas efetivas calculadas por meio da calibração PCA. As incertezas adotadas para as temperaturas efetivas da literatura e da calibração são aquelas das tabelas 2.1 e 4.3, respectivamente.	40
4.6	Comparação entre as metalicidades das estrelas de calibração obtidas da literatura e suas metalicidades calculadas por meio da calibração PCA. As incertezas adotadas para as metalicidades da literatura e da calibração são aquelas das tabelas 2.1 e 4.3, respectivamente.	41
4.7	Comparação entre as gravidades das estrelas de calibração obtidas da literatura e suas gravidades calculadas por meio da calibração PCA. As incertezas adotadas para as gravidades da literatura e da calibração são aquelas das tabelas 2.1 e 4.3, respectivamente.	41
5.1	Distribuição da amostra de estudo no espaço de metalicidade e temperatura efetiva de acordo com seus parâmetros atmosféricos derivados pela calibração PCA. Além disso, representamos em triângulos as mesmas estrelas considerando seus parâmetros atmosféricos da literatura. As incertezas dos dois parâmetros são aquelas da tabela 4.3.	47
5.2	Distribuição da amostra de estudo no espaço de gravidade e temperatura efetiva de acordo com seus parâmetros atmosféricos derivados pela calibração PCA. Além disso, representamos em triângulos as mesmas estrelas de acordo com seus parâmetros atmosféricos da literatura. As incertezas dos dois parâmetros são aquelas da tabela 4.3.	48
5.3	Ilustração do domínio de influência da banda do CH para um dos espectros da estrela HD 146233, um dos espectros de Ganimedes e Vesta. Os espectros foram deslocados arbitrariamente no eixo vertical para melhor visualização. A região entre as linhas pontilhadas verticais é o domínio de maior influência do CH.	52

5.4	Ilustração do domínio de influência da banda do CN para um dos espectros da estrela HD 146233, um dos espectros de Ganimedes e Vesta. Os espectros foram deslocados arbitrariamente no eixo vertical para melhor visualização. A região entre as linhas pontilhadas verticais é o domínio de maior influência do CN.	52
5.5	Comparação entre as larguras equivalentes da banda do CH e do CN da amostra de estudo em função da temperatura efetiva.	53
5.6	Comparação entre as larguras equivalentes da banda do CH e do CN da amostra de estudo em função da metalicidade.	54
5.7	Comparação entre as larguras equivalentes da banda do CH e do CN da amostra de estudo em função da gravidade superficial.	55

Lista de Tabelas

2.1	Parâmetros atmosféricos solares adotados ao longo desse trabalho e intervalos de parâmetros atmosféricos da amostra com suas respectivas incertezas.	7
2.2	Lista de linhas utilizadas para o cálculo da velocidade radial. “Espécie” indica qual o elemento responsável pela transição.	12
2.3	Velocidades radiais e seus respectivos erros usadas para corrigir os espectros do desvio Doppler. Velocidades negativas indicam que o objeto está se aproximando do observador e velocidades positivas indicam que ele está se afastando.	12
2.4	Razão sinal-ruído dos espectros da amostra no domínio do violeta. Pelo fato de algumas estrelas possuírem mais de uma observação, os diferentes espectros do mesmo objeto foram designados por sua identificação seguida de uma letra latina.	23
4.1	Coeficientes das calibrações da temperatura efetiva, metalicidade e gravidade, e seus respectivos erros, utilizando o método PCA.	37
4.2	Ilustração da tabela composta por todos os espectros e todos os índices da amostra de estudo.	38
4.3	Parâmetros atmosféricos para a amostra de estudo derivados a partir da calibração PCA (calib) utilizando índices espectrais no domínio do violeta. Os erros associados a temperatura, metalicidade e gravidade são, respectivamente, 30 K, 0.051 dex e 0.120 dex.	42
5.1	Parâmetros atmosféricos das mesmas estrelas da tabela 4.3 determinados na literatura (Porto de Mello et al., 2014) por meio de uma análise espectroscópica no visível.	43
5.2	Significância estatística das diferenças dos parâmetros atmosféricos da amostra de estudo, exibidos na tabela 4.3, em relação aos parâmetros da literatura, tabela 5.1, e em relação ao Sol ($T_{\text{ef}} = 5777$ K, $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$ e $\log g = 4.44$). Nota ^{lit} é nota atribuída às significâncias estatísticas das diferenças dos parâmetros dos espectros derivados nesse trabalho em relação aos valores do visível, tomados da literatura. Nota ^{Sol} é o mesmo, porém comparando o resultado de cada espectro com os parâmetros do solares.	44
5.3	Significância estatística da diferença dos parâmetros atmosféricos da literatura, exibidos na tabela 5.1, em relação ao Sol. Nota ^{Sol} é a nota atribuída à significância estatística do parâmetro da literatura em relação ao Sol.	48
A.1	Parâmetros atmosféricos da amostra.	62

B.1 Índices espectrais medidos no domínio de $3995 \rightarrow 4500 \text{ \AA}$ 67

Capítulo 1

Introdução

O Sol é a estrela que mais conhecemos e estudamos devido à sua proximidade com a Terra. Por esta razão, ele é a única estrela para a qual é possível determinar diversos parâmetros físicos fundamentais diretamente e com precisão, tais como massa, raio, temperatura efetiva e idade. Para uma outra estrela qualquer, só é possível determinar sua massa se ela fizer parte de uma sistema binário, ou a partir de uma estimativa por meio de um diagrama H-R teórico, e também por astrossismologia, enquanto para o Sol ela pode ser calculada facilmente por sua interação gravitacional com os planetas. Para aquela, a temperatura efetiva só pode ser calculada por meio de algum método indireto — na verdade, é possível determinar diretamente se for factível medir seu diâmetro angular e fluxo bolométrico, o que geralmente é difícil —, enquanto para o Sol é possível aplicar diretamente a Lei de Stefan-Boltzmann sabendo sua luminosidade e raio. Dessa forma, o Sol é considerado o objeto de referência em diversos estudos na astrofísica estelar, ocupando uma posição especial em relação às demais estrelas.

Em contraste com a variedade de informações em alto nível de detalhe disponíveis para o Sol, poucos parâmetros podem ser determinados, de maneira indireta, para outras estrelas que estão distantes do Sistema Solar e são consideradas objetos puntiformes no céu noturno. Isto é um problema que dificulta a comparação destas estrelas com o Sol. Ainda, o fato de o Sol estar muito próximo (tem um grande tamanho aparente) e ser muito brilhante contribui para dificultar esta comparação, uma vez que as observações solares são compatibilizadas apenas com dificuldade em termos dos sistemas fotométricos existentes.

Com efeito, existem na literatura diversos trabalhos direcionados ao estudo de propriedades fotométricas solares, em diferentes sistemas fotométricos, em que ainda não há concordância no que diz respeito à cor solar (Gray, 1992; Meléndez et al., 2010; Neckel, 1986; Porto de Mello et al., 2014; Tüg & Schmidt-Kaler, 1982). Por exemplo,

encontramos uma gama de valores para o índice de cor (B–V) solar variando entre 0.619 e 0.686. Estas diferenças são relevantes uma vez que afetam diretamente o cálculo de abundância das estrelas. Portanto, conhecer as cores solares é essencial para estabelecer uma escala de temperatura efetiva estelar acurada e na construção de calibrações fotométricas.

Para podermos comparar o Sol com outros objetos e buscar uma solução para este problema, é necessário saber o lugar do Sol no espaço de parâmetros estelares. Neste contexto, o papel de estrelas com propriedades fotométricas e espectroscópicas semelhantes às solares é relevante. Dentre as estrelas similares ao Sol, destacamos três categorias de classificação estabelecidas por Cayrel de Strobel (Cayrel de Strobel, 1996; Cayrel de Strobel & Bentolila, 1989): estrelas de tipo solar, estrelas análogas do Sol e estrelas gêmeas solares.

As estrelas de tipo solar compreendem uma classe ampla de objetos, desde estrelas do tipo F (*late* e *middle*) a anãs e sub-gigantes do tipo G. Alguns trabalhos consideram, também, estrelas do tipo K. Estes objetos são classificados desta forma principalmente por medidas fotométricas ou pela classificação espectral MK. Análogas solares são estrelas de população I, não evoluídas (ou pouco evoluídas), com temperatura efetiva, metalicidade e gravidade superficial similares às do Sol. Estas estrelas devem possuir cores fotométricas e distribuição espectral de fluxo semelhantes às solares. Gêmeas solares são estrelas não binárias ideais, que possuem todos os observáveis astrofísicos fundamentais — massa, composição química, idade, temperatura efetiva, luminosidade, gravidade superficial, campos fotosféricos de velocidade, atividade magnética, etc — iguais aos solares considerando as incertezas em suas medições. Apesar disso, devemos ser cautelosos na identificação destes objetos pois, além de os parâmetros serem afetados por erros das medições, que podem nos induzir a uma conclusão equivocada, diferentes combinações de parâmetros podem acarretar em um mesmo valor de um determinado índice fotométrico, por exemplo. Resumindo, estrelas com cores idênticas não necessariamente possuem parâmetros iguais. Isto pode acontecer, por exemplo, quando dois objetos possuem temperaturas efetivas diferentes e a distribuição de energia que deveria ser distinta é compensada pela metalicidade ou pelo avermelhamento interestelar.

Essas estrelas similares ao Sol desempenham papel fundamental na evolução da Galáxia (Edvardsson et al., 1993a,b). Pelo fato de serem estrelas com um longo tempo de vida (bilhões de anos, da ordem da idade da Galáxia) e de possuírem massa semelhante à solar, a população inicial dessas estrelas, ao menos a de seus representantes menos massivos, ainda não foi depletada, de forma que elas preservam informações desde a época de formação da Via Láctea. Estes estudos geralmente envolvem a análise química (determinação de abundâncias), cinemática e determinação de idade das estrelas da

nossa Galáxia a fim de inferir informações sobre sua evolução (Da Silva et al., 2012; Spina et al., 2016).

Em especial, as análogas e gêmeas solares são estrelas cujo estudo nos ajuda a esclarecer o quão comum é o Sol, se suas propriedades são típicas e se seu sistema planetário é representativo. Além disso, estas estrelas são astrobiologicamente interessantes (Porto de Mello et al., 2006, 2009) na busca por planetas similares à Terra, uma vez que contribuem para a compreensão de como se formou a vida em nosso planeta, além de colaborar para o entendimento do cenário de formação do Sistema Solar. Após a descoberta do primeiro exoplaneta (Mayor & Queloz, 1995), a atenção para estas estrelas tem sido constante, principalmente na era atual em que os detectores são suficientemente sensíveis para encontrar diversos planetas distantes do Sistema Solar (*super-Earths*, *hot Jupiters*, *hot Neptunes*), e ainda determinar algumas de suas características. Este tema é muito popular nos dias de hoje e tem sido bastante estudado pela comunidade científica, além de despertar o interesse do público geral.

Alguns dos trabalhos mais atuais envolvendo análogas e gêmeas solares buscam estudar quais propriedades estelares estão ligadas à formação de planetas, em especial planetas rochosos como a Terra. Isto é, procuram por assinaturas planetárias estudando características estelares. Meléndez et al. (2009), por exemplo, evidenciam a composição peculiar do Sol com relação a uma amostra de análogas e gêmeas solares e sugerem que esta diferença possa estar associada à formação de sistemas planetários como o nosso e, principalmente, à formação de planetas terrestres. Meléndez et al. (2012) determinam a semelhança das propriedades físicas da gêmea solar HIP 56948 com o Sol e a sugerem como candidata para abrigar um sistema planetário semelhante ao nosso. Outros trabalhos relevantes neste tema são Ramírez et al. (2009), González Hernández et al. (2010), Ramírez et al. (2014), dentre outros.

Uma aplicação prática de gêmeas e análogas solares está no estudo de corpos menores do sistema solar quando desejamos obter a curva de refletância — determinar a composição mineralógica — destes objetos (Alvarez-Candal et al., 2006). Como estes corpos refletem a luz solar, que possui uma assinatura, é preciso removê-la a fim de obter a refletância intrínseca do objeto. Para isto precisamos de uma estrela que represente a mesma distribuição de fluxo solar. Neste caso, gêmeas e análogas são candidatas naturais para este papel.

Apesar de o estudo atual de análogas e gêmeas solares utilizar o domínio do visível, a busca por estrelas deste tipo começou, originalmente, no domínio de $3640 \rightarrow 4100$ Å (ultravioleta próximo e violeta) com o pioneiro Johannes Hardorp numa série de artigos chamados *The Sun among the stars* (Hardorp, 1978, 1980a,b, 1981, 1982; Hardorp & Tomkin, 1983; Hardorp et al., 1982) em que ele analisou e listou um conjunto de

estrelas com espectro semelhante ao solar. Seus principais objetivos eram determinar $(B-V)$ solar e localizar o Sol entre as estrelas ao caracterizar as diferenças espectrais de um conjunto de análogas em relação ao Sol. Em um de seus trabalhos (Hardorp, 1978), Hardorp usou espectros de baixa resolução para encontrar análogas solares e constatou que nenhuma das estrelas G2V usadas para comparação se igualavam ao Sol no domínio proposto, todas possuindo linhas muito mais fracas do que as solares. Em suma, ele estudou o ultravioleta para encontrar análogas e listou apenas algumas estrelas semelhantes ao Sol neste domínio, apesar de sua amostra conter muitas estrelas do tipo G2V e com valores de $(B-V)$ similares aos solares. Além disso, ele determinou que a região ao redor de 3850 Å (banda do CN) é muito sensível à variação de metalicidade e temperatura em estrelas do tipo solar. Neste conjunto de artigos, Hardorp utilizou espectros do céu azul e de satélites de Júpiter para representar o Sol e determinou, também, que esta reprodução só é fidedigna para determinadas partes do espectro devido ao albedo planetário que distorce algumas bandas de absorção.

Além do estudo de Hardorp, encontramos na literatura alguns poucos trabalhos que abordaram o tema de estrelas do tipo solar, incluindo análogas e gêmeas solares, utilizando a região do ultravioleta. Alguns exemplos são Greve & Wamsteker (1984), que utilizaram espectros de alta resolução para comparar quatro estrelas de tipo solar com o Sol, Altamore et al. (1990), que estudou, em alta resolução, uma amostra de estrelas classificadas como análogas solares por Hardorp, e Fernley et al. (1996), que fez uma análise comparativa do Sol e de algumas análogas com o fluxo solar no ultravioleta.

Um dos resultados relevantes constatados naqueles trabalhos, principalmente nos de Hardorp, e que é uma motivação para este projeto, é o fato de que o domínio do ultravioleta é o mais sensível (e mais adequado) para discriminar candidatas a análogas e gêmeas solares, pois, para estrelas do tipo G, as transições atômicas e moleculares estão localizadas, principalmente, no ultravioleta (Dragon & Mutschlecner, 1980). Alguns exemplos do poder de discernimento alcançados por este domínio podem ser vistos em Porto de Mello et al. (2014), que ilustra o caso da estrela HD 146233 (18 Scorpii), que é uma gêmea solar (Porto de Mello & da Silva, 1997) de acordo com uma análise no visível, mas seu espectro no ultravioleta não coincide com o do Sol. A banda do CN, por exemplo, é mais fraca. Por outro lado, a estrela HD 140690, que é classificada como uma boa análoga, possui o espectro no ultravioleta indistinguível do solar.

Apesar dos trabalhos realizados com o ultravioleta, a busca por estrelas similares ao Sol foi, por um tempo, esquecida até ser retomada pelo grupo de Cayrel de Strobel utilizando outro domínio espectral. Em seus trabalhos Cayrel de Strobel, estudou se estrelas categorizadas como análogas por fotometria mantinham sua classificação após serem analisadas espectroscopicamente. Dentre seus trabalhos relevantes neste contexto

está um conjunto de artigos denominados *In search of real solar twins* (Cayrel de Strobel & Bentolila, 1989; Cayrel de Strobel et al., 1981; Friel et al., 1993) em que candidatas a análogas solares foram submetidas a uma análise espectroscópica para derivação de seus parâmetros físicos. Em especial, os trabalhos de 1989 e 1993 se beneficiaram da nova geração (àquela época) de ferramentas observacionais, o que permitiu a obtenção de espectros de melhor qualidade, com maior razão sinal-ruído e melhor resolução, possibilitando a determinação dos parâmetros de forma mais precisa e estimulando a busca por análogas e gêmeas solares. Além disso, a descoberta do primeiro exoplaneta orbitando a estrela de tipo solar 51 Pegasi (Mayor & Queloz, 1995) renovou o interesse no estudo e na busca por estrelas similares ao Sol, e mais ainda com a revelação da primeira gêmea solar 18 Scorpii por Porto de Mello & da Silva (1997).

Atualmente, existem diversos trabalhos que visam o estudo de estrelas do tipo solar com diferentes propósitos, com a maioria envolvendo análises utilizando o domínio do visível. No entanto, sabemos da literatura que a região abaixo de 4500 Å tem alto potencial em quantificar pequenas diferenças dos parâmetros estelares devido a sua alta sensibilidade com os parâmetros atmosféricos. Em especial, duas das principais moléculas observadas em estrelas do tipo solar, o CN (centrado em 3850 Å, ultravioleta) e o CH (centrado em 4310 Å, violeta), que são sensíveis à metalicidade e à temperatura efetiva (principalmente o CN em relação à metalicidade pois é composto por dois metais), estão localizadas neste domínio espectral.

Com a finalidade de resgatar o estudo de análogas e gêmeas solares no ultravioleta e no violeta, explorando a alta sensibilidade destes regimes, com os espectros atuais de alta qualidade e maior acessibilidade, propomos a desenvolver este projeto. Os principais objetivos científicos a serem alcançados são estudar em detalhe as propriedades espectrais de uma amostra de objetos composta por estrelas do tipo solar, bem como candidatas a análogas e gêmeas solares interessantes (Porto de Mello et al., 2014), no domínio de 3995 → 4500 Å por meio de espectros de alta resolução. Com isso, visamos caracterizar um conjunto de índices espectrais neste regime que sejam sensíveis à variação de um ou mais parâmetros atmosféricos, e construir uma calibração destes parâmetros utilizando os índices e estrelas com parâmetros bem conhecidos a fim de determinar se as análogas e gêmeas da amostra, que foram assim classificadas de acordo com dados do visível, mantêm seu status quando submetidas a uma análise no violeta. Se esta ferramenta se revelar interessante, futuramente, poderemos usá-la para identificar novas análogas e gêmeas. Além disso, objetivamos analisar o CN e o CH quantitativamente entre essas estrelas e o Sol.

Este trabalho foi dividido em 6 capítulos, contando com este, estruturados da seguinte forma: no capítulo 2 descrevemos a seleção da amostra e os procedimentos de

redução realizados nos espectros para sua utilização. No capítulo 3, detalhamos a construção dos índices espectrais explicando o que são índices e descrevendo o processo de seleção dos melhores índices e suas medições. No capítulo 4, explicamos a calibração dos parâmetros atmosféricos construída utilizando a amostra calibradora e os índices espectrais. Também descrevemos o procedimento de obtenção dos parâmetros da amostra de análogas e gêmeas solares de interesse. No capítulo 5, discutimos os resultados obtidos no capítulo anterior, e no capítulo 6, resumimos as conclusões deste projeto e apresentamos perspectivas futuras utilizando o ultravioleta e violeta para a análise de análogas e gêmeas solares.

Capítulo 2

Amostra e reduções

2.1 Seleção da amostra

As estrelas utilizadas neste trabalho foram selecionadas a partir de uma compilação do trabalho de Lorenzo-Oliveira et al. (2016) pelo fato de possuírem temperatura efetiva determinada pelo perfil da linha $H\alpha$ ¹ e sob o critério das estrelas portarem espectros FEROS². Selecionamos as estrelas de interesse a partir de uma amostra extensa de estrelas de tipo solar de forma que os parâmetros atmosféricos associados às nossas estrelas fossem bem distribuídos ao redor do Sol e cobrissem, homogeneamente, o espaço de parâmetros. Além disso, esta apuração foi feita, também, em função das incertezas dos parâmetros atmosféricos determinados na literatura. Os limites dos parâmetros atmosféricos estelares da amostra, bem como os parâmetros atmosféricos solares adotados, estão indicados na tabela 2.1.

TABELA 2.1: Parâmetros atmosféricos solares adotados ao longo desse trabalho e intervalos de parâmetros atmosféricos da amostra com suas respectivas incertezas.

Parâmetros	T_{ef} (K)	[Fe/H]	$\log g$
Solares	5777	0.0	4.44
Amostra	$5300 \rightarrow 6100 \pm 50$	$-0.5 \rightarrow +0.4 \pm 0.05$	$4.00 \rightarrow 4.60 \pm 0.1$

A amostra contém 85 estrelas de tipo solar incluindo diversas estrelas recentemente identificadas como boas candidatas a gêmeas solares e algumas destas estabelecidas como

¹ $H\alpha$ é uma das linhas da série de Balmer. Ela é produzida pela transição do átomo de hidrogênio do terceiro para o segundo nível de energia.

²Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph, é um espectrógrafo *echelle*, de alto poder resolutor $R = 48000$ (cf. Eq. (2.2)), operado pelo ESO (European Southern Observatory) e montado no telescópio de 2.2 m em La Silla, no Chile.

análogas solares interessantes (Porto de Mello et al., 2014). Os parâmetros atmosféricos mais relevantes para nossa análise são a temperatura efetiva T_{ef} , a metalicidade $[\text{Fe}/\text{H}]$ e a gravidade superficial $\log g$, que foram obtidos de Lorenzo-Oliveira et al. (2016) (temperatura efetiva de $\text{H}\alpha$, metalicidade homogeneizada da literatura e gravidade evolutiva). Todas as estrelas com seus respectivos parâmetros atmosféricos estão listadas na tabela A.1.

A temperatura efetiva T_{ef} é definida como a temperatura de um corpo negro que possui a mesma luminosidade L que a estrela. Ela é calculada por meio da Lei de Stefan-Boltzmann, $F = \sigma T_{\text{ef}}^4 = L/4\pi R_{\star}^2$, em que F é o fluxo da estrela integrado em todos os comprimentos de onda, R_{\star} seu raio e σ é a constante de Stefan-Boltzmann. A metalicidade $[\text{Fe}/\text{H}]$ de uma estrela é a proporção em número de metais, normalmente considera-se o ferro (Fe) por conveniência, que ela possui em relação ao hidrogênio (H). Matematicamente, ela é definida como $[\text{Fe}/\text{H}] = \log \frac{(\text{Fe}/\text{H})_{\star}}{(\text{Fe}/\text{H})_{\odot}}$, em que $(\text{Fe}/\text{H})_{\star}$ é o número de átomos de ferro dividido pelo número de átomos de hidrogênio, por unidade de volume, na estrela, e $(\text{Fe}/\text{H})_{\odot}$ é o mesmo, mas para o Sol. Note que, se a estrela for o Sol, $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$; se $[\text{Fe}/\text{H}] > 0$ a estrela é dita mais rica em metais do que o Sol; e se $[\text{Fe}/\text{H}] < 0$, mais pobre em metais. A gravidade superficial g , geralmente expressa como $\log g$, é o módulo do campo gravitacional ou a aceleração sentida por um corpo na “superfície” da estrela. Ela está associada à sua massa M e ao seu raio R_{\star} da seguinte forma, $g = GM/R_{\star}^2$, em que G é a constante gravitacional.

Apesar de não termos derivado os parâmetros atmosféricos que adotamos para as estrelas da amostra, explicamos, brevemente, como foram calculados. A T_{ef} é temperatura adotada por modelos atmosféricos para produzir espectros teóricos. Portanto, temperatura efetiva determinada pelo perfil da linha $\text{H}\alpha$, aqui designada por T_{ef} de $\text{H}\alpha$, é a temperatura dada pelo melhor ajuste de um determinado modelo ao perfil da linha $\text{H}\alpha$ observada. Usar esta temperatura é vantajoso pois a influência da metalicidade e gravidade são pequenas, de forma que não precisamos inferir estes parâmetros para interpretar o espectro qualitativamente, por exemplo. Além disso, $\text{H}\alpha$ é internamente precisa, o que nos permite comparações entre as estrelas com ótima consistência interna (Lyra & Porto de Mello, 2005). As metalicidades foram, originalmente, obtidas da literatura por Lorenzo-Oliveira et al. (2016) e corrigidas pela escala de temperatura de $\text{H}\alpha$ para homogeneizar a escala de $[\text{Fe}/\text{H}]$, e as gravidades superficiais são as chamadas gravidades evolutivas. A gravidade evolutiva é calculada por meio do diagrama H-R. Sabendo a temperatura efetiva e a luminosidade da estrela, é possível localizá-la no diagrama e, assim, determinar sua massa e gravidade.

Como algumas estrelas têm mais de um espectro, temos, no total, 120 espectros estelares. Além destes espectros, 2 espectros de Ganimedes (satélite de Júpiter) e 1 de

Vesta (asteroide situado no cinturão principal de asteroides), que são utilizados para representar o Sol, compõem a amostra final. Estas informações também estão disponíveis na tabela A.1. Segue abaixo, nas figuras 2.1 e 2.2, a distribuição das estrelas da amostra em função dos parâmetros atmosféricos utilizados. Nas figuras, a amostra de calibração corresponde às estrelas da amostra que serão usadas na calibração dos parâmetros atmosféricos da seção 4.1, e a amostra de estudo é referente às estrelas que não serão incluídas na calibração e cujos parâmetros determinamos na seção 4.2. Estes termos serão frequentemente usados ao longo do texto.

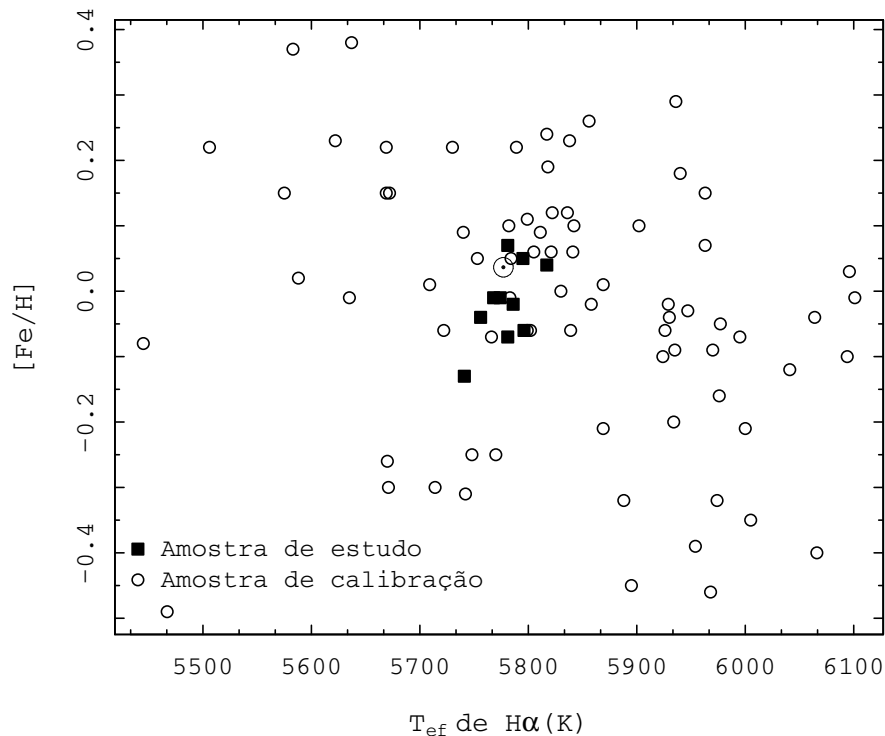


FIGURA 2.1: Distribuição das estrelas da amostra no espaço de metalicidade e temperatura efetiva de $H\alpha$. A amostra de calibração engloba as estrelas que serão utilizadas para calibrar os parâmetros atmosféricos e a amostra de estudo inclui as melhores análogas solares da amostra cujos parâmetros serão derivados. Notamos que as metalicidades e a temperaturas efetivas da amostra estão bem distribuídas ao redor do Sol, representado por \odot , com este praticamente no centro da distribuição.

2.2 Tratamento inicial

Todos os espectros da amostra já foram, previamente, reduzidos pelo *pipeline* automático do espectrógrafo FEROS. A única tarefa necessária para completar os ajustes foi a correção Doppler para algumas estrelas, procedimento que será descrito a seguir. As tarefas descritas nesta seção foram realizadas com o IRAF (Image Reduction and Analysis

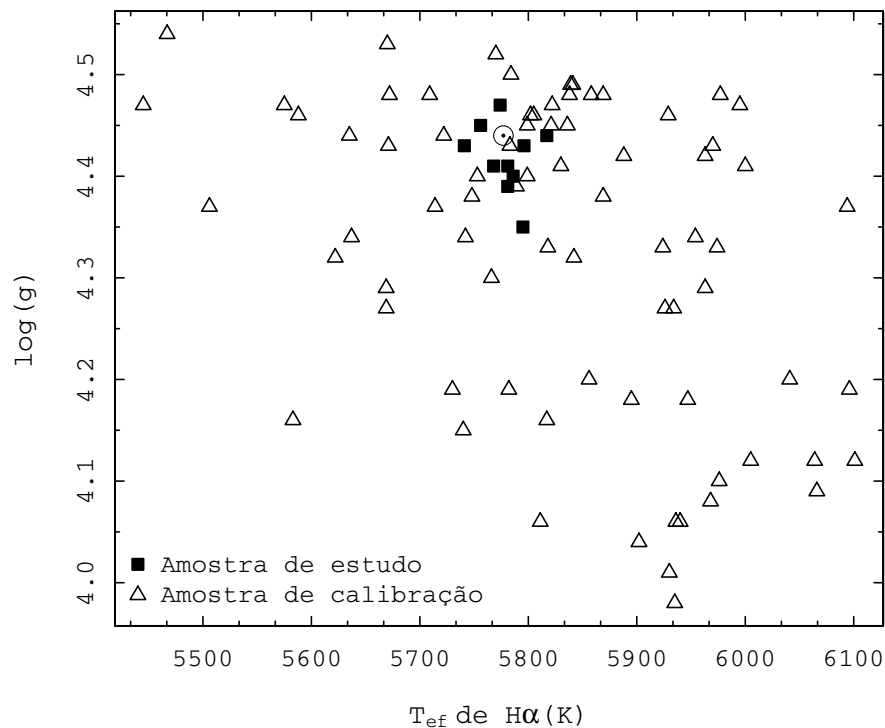


FIGURA 2.2: Distribuição das estrelas da amostra no espaço de gravidade superficial e temperatura efetiva de $H\alpha$. A amostra de calibração engloba as estrelas que serão utilizadas para calibrar os parâmetros atmosféricos e a amostra de estudo inclui as melhores análogas solares da amostra cujos parâmetros serão derivados. Observamos que o Sol, representado por \odot , não está exatamente no centro da distribuição. Apesar disso, as estrelas da amostra possuem valores variados de gravidade e temperatura efetiva em torno do Sol.

Facility), que é um conjunto de softwares desenvolvidos pelo NOAO (National Optical Astronomy Observatories) e usados para redução e análise de dados astronômicos.

2.2.1 Velocidade radial e correção Doppler

O fato de que as estrelas não são objetos fixos no céu, e sim corpos que se movem, foi constatado, por exemplo, por Edmund Halley em 1718 ao detectar a variação da posição de algumas estrelas. De fato, elas se movem com uma velocidade que pode ser decomposta em duas componentes, uma tangencial e uma radial, em relação ao observador.

A velocidade tangencial v_t está relacionada ao movimento próprio μ da estrela por meio da relação $\mu = v_t/r$, em que r é a distância do objeto ao observador. Portanto, μ é a velocidade angular da estrela no espaço. A velocidade radial v_r é a velocidade, na direção da linha de visada do observador, com que a estrela se aproxima ou se afasta

deste. Como medimos esta velocidade na Terra, ela também pode ser chamada de velocidade radial topocêntrica.

Sabemos que qualquer onda, seja mecânica ou eletromagnética, sofre o chamado efeito Doppler. Este efeito consiste na mudança aparente da frequência (ou comprimento de onda) da onda emitida quando existe um movimento relativo entre a fonte e o observador. Como as estrelas estão se movendo, considerando aqui apenas o movimento radial, e emitem luz, que é uma onda eletromagnética, elas estão sujeitas a este efeito.

Em uma estrela o efeito Doppler se revela em seu espectro. Ao comparar o comprimento de onda de linhas conhecidas e medidas no referencial de repouso com seus comprimentos de onda no espectro obtido, é possível observar um deslocamento de todo o espectro. Se ele está deslocado para o vermelho (*redshift*) significa que a estrela está se afastando. Se for para o azul (*blueshift*), a estrela está se aproximando. Além disso, a convenção usada é que se a estrela se afasta $v_r > 0$, e se ela se aproxima, $v_r < 0$. O efeito Doppler da luz, para $v_r \ll c$, pode ser medido pela equação (2.1),

$$\frac{v_r}{c} = \frac{\lambda_{obs} - \lambda_0}{\lambda_0}, \quad (2.1)$$

em que c é a velocidade da luz no vácuo, λ_{obs} é o comprimento de onda observado e λ_0 o comprimento de onda no referencial de repouso.

Foi necessário fazer a correção Doppler para 16 estrelas da nossa amostra, a saber: HD 101563, HD 105901, HD 111398, HD 115382, HD 187237, HD 19518, HD 32963, HD 35041, HD 37773, HD 66653, HD 68168, HD 71334, HD 73350, HD 88072, HD 98649, HD 9986. Este procedimento foi realizado utilizando uma lista de 12 linhas, listadas na tabela 2.2, medidas no referencial do observador (Terra), que foram selecionadas e usadas anteriormente por membros de nosso grupo. Estas linhas estão espalhadas ao longo do domínio espectral a fim de cobrir o intervalo desejado, e isoladas para garantir que elas não estejam contaminadas por transições vizinhas, principalmente telúricas (linhas da atmosfera terrestre).

Para corrigir o espectro, primeiro, usando a tarefa *splot* do IRAF, medimos o comprimento de onda central λ_c das 12 transições da tabela 2.2 para cada espectro estelar mencionado acima. Em seguida, calculamos a v_r relativa a cada comprimento de onda utilizando a fórmula 2.1. Depois, calculamos $\langle v_r \rangle$ (média de v_r) para cada estrela e seus respectivos erros σ . Os valores encontrados de $\langle v_r \rangle$ e σ estão listados na tabela 2.3. Por fim, utilizamos a tarefa *dopcor* do IRAF que corrige o desvio do espectro. É necessário fornecer como parâmetros de entrada o espectro a ser corrigido e $\langle v_r \rangle$. Por último, verificamos, por inspeção visual dos espectros, se para cada estrela a correção

foi feita corretamente. Na figura 2.3 ilustramos um exemplo da inspeção a ser feita com uma região do espectro da estrela HD 101563.

TABELA 2.2: Lista de linhas utilizadas para o cálculo da velocidade radial. “Espécie” indica qual o elemento responsável pela transição.

λ_c (Å)	Espécie
6078.499	Fe I
6089.574	Fe I
6096.671	Fe I
6102.183	Fe I
6108.125	Ni I
6137.702	Fe I
6141.727	Ba II
6151.623	Fe I
6165.363	Fe I
6169.564	Ca I
6173.341	Fe I
6200.321	Fe I

TABELA 2.3: Velocidades radiais e seus respectivos erros usadas para corrigir os espectros do desvio Doppler. Velocidades negativas indicam que o objeto está se aproximando do observador e velocidades positivas indicam que ele está se afastando.

Identificação	$\langle v_r \rangle$ (km/s)	σ (km/s)
HD 101563	-10.58	0.22
HD 105901	-07.03	0.20
HD 111398	+03.21	0.23
HD 115382	+37.70	0.20
HD 187237	-33.59	0.21
HD 19518	-27.16	0.22
HD 32963	-62.41	0.21
HD 35041	-03.82	0.23
HD 37773	-42.14	0.20
HD 66653	+23.14	0.19
HD 68168	+09.32	0.19
HD 71334	+17.45	0.19
HD 73350	+35.51	0.17
HD 88072	-17.37	0.10
HD 98649	+04.43	0.21
HD 9986	-20.69	0.12

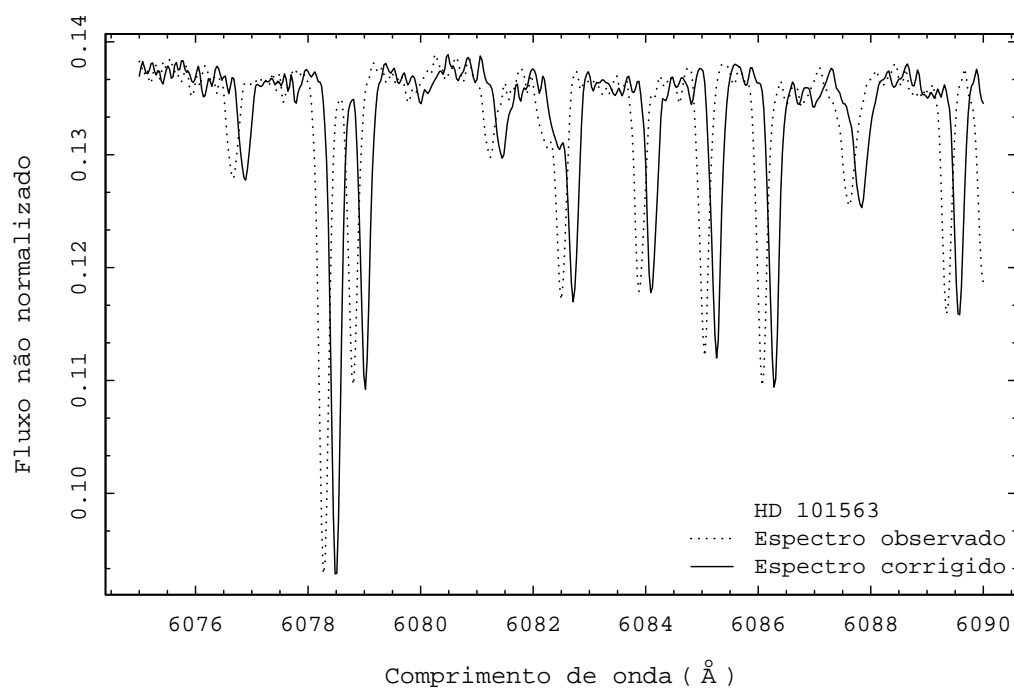


FIGURA 2.3: Ilustração da correção do desvio Doppler feita para a estrela HD 101563. O espectro original, pontilhado, está deslocado para menores comprimentos de onda, o que indica que a estrela está se aproximando do observador. O espectro preto é o mesmo espectro após ser corrigido do desvio Doppler.

2.2.2 Degradação da resolução espectral

Degradar o espectro consiste em diminuir sua resolução para que suas transições sejam suavizadas. Este recurso foi utilizado pois a região violeta é morfologicamente complexa devido à enorme densidade de linhas, como pode ser visto na figura 2.4. No capítulo 3 o uso desta ferramenta será mais bem esclarecido. Por enquanto, basta mencionar que este artifício foi usado para simplificar nossa análise. Para este procedimento, usamos a tarefa *gauss* do IRAF, que convolui o espectro de entrada com uma gaussiana elíptica e gera como resultado um espectro novo, degradado. É possível alterar alguns parâmetros desta tarefa, tais como o σ da gaussiana e o tipo de gaussiana (elíptica ou circular). Para o nosso propósito, apenas interessa o parâmetro σ , que corresponde ao número de pixels como elemento de resolução do espectro final.

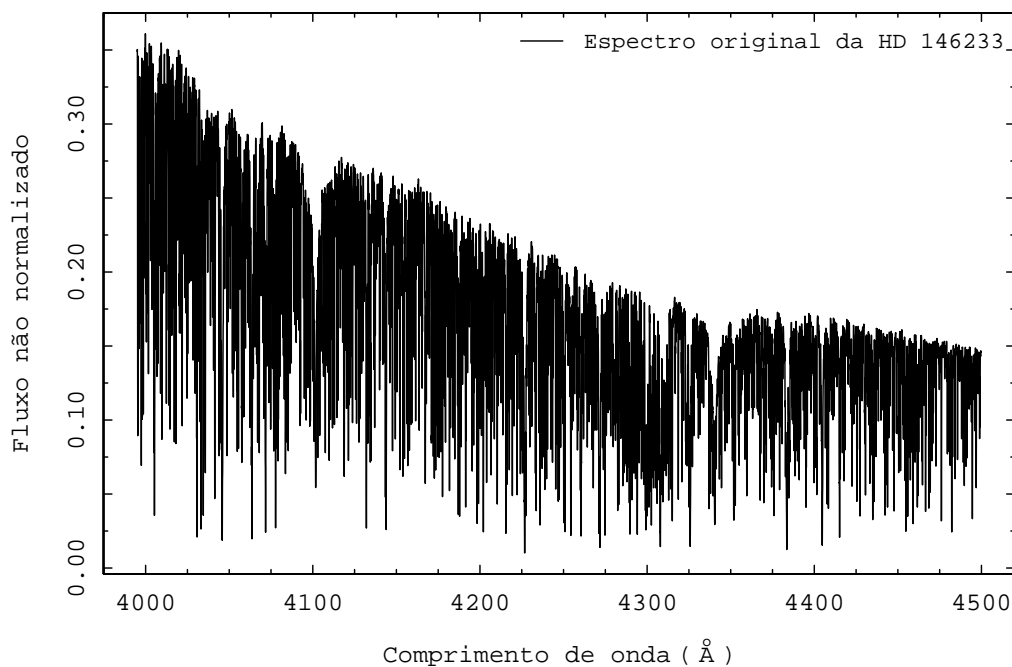


FIGURA 2.4: Ilustração de um dos espectros da estrela HD 146233 correspondente à resolução original do FEROS ($R = 48000$), para exemplificar a grande densidade de linhas no domínio de $3995 \rightarrow 4500 \text{ \AA}$.

O poder resolutor R de um espectro é definido como

$$R \equiv \frac{\lambda}{\Delta\lambda}, \quad (2.2)$$

em que λ é um determinado comprimento de onda e $\Delta\lambda$ é o elemento de resolução, i.e., a distância mínima entre os centros de duas linhas adjacentes para que estas sejam resolvidas. Normalmente é aproximado pela FWHM (largura a meia altura, do inglês *Full Width at Half Maximum*) observada de transições que têm larguras muito inferiores

à resolução do instrumento. Então, para determinar σ , primeiro calculamos o novo elemento de resolução $\Delta\lambda^{novo}$ desejado da seguinte forma,

$$\Delta\lambda^{novo} = \frac{\lambda}{R^{novo}}. \quad (2.3)$$

Em seguida, dividimos o valor de $\Delta\lambda^{novo}$ pela dispersão ($\text{\AA}/\text{pixel}$) do instrumento com o qual o espectro foi obtido, que nesse caso é o espectrógrafo FEROS (dispersão = $0.03 \text{ \AA}/\text{pixel}$), então

$$\sigma = \frac{\Delta\lambda^{novo}}{\text{dispersão}}. \quad (2.4)$$

Podemos pensar que σ é o número que deve ser multiplicado pela dispersão para obter o novo elemento de resolução. Para degradar os espectros utilizados neste trabalho, escolhemos um comprimento de onda médio no intervalo de $3995 \rightarrow 4500 \text{ \AA}$ para usar como valor de λ , degradamos o poder resolutor para, aproximadamente, $R = 15000$ e derivamos o valor de $\sigma = 9.3$ para o corte no domínio do violeta. A figura 2.5 é uma ilustração do resultado deste processo aplicado ao espectro da figura 2.4. Além de facilitar nossa análise inicial, outra vantagem desta ferramenta é que ela aumenta a razão sinal-ruído dos espectros, apesar de que seu uso não foi estritamente para esta finalidade. Isto será abordado com mais detalhe na seção 2.2.4.

2.2.3 Normalização

O processo de normalização foi o mais trabalhoso e delicado neste projeto, principalmente por usarmos um domínio espectral relativamente pouco explorado em estrelas de tipo solar e cujo conhecimento não era amplo. Este procedimento consiste em escolher janelas ao longo do domínio espectral de interesse que estejam livres de linhas e que localizem o contínuo aparente. Em seguida, traçar um polinômio que representa o contínuo e passa por estas janelas. Dividindo o espectro por este polinômio, ele estará normalizado. Este passo é muito importante para o trabalho pois mediremos a largura equivalente dos índices espectrais e desejamos que estes valores sejam acurados. Como estas medidas dependem do nível de referência, que consideramos ser o contínuo, para a determinação correta da intensidade dos índices, foi necessário um cuidado especial nesta etapa. Em geral, parte da contribuição dos erros associados à determinação dos parâmetros atmosféricos está relacionada à normalização. Por isso, para este procedimento, primeiro estudamos a região de interesse e, após fazer vários testes, realizamos a normalização final como será descrito a seguir.

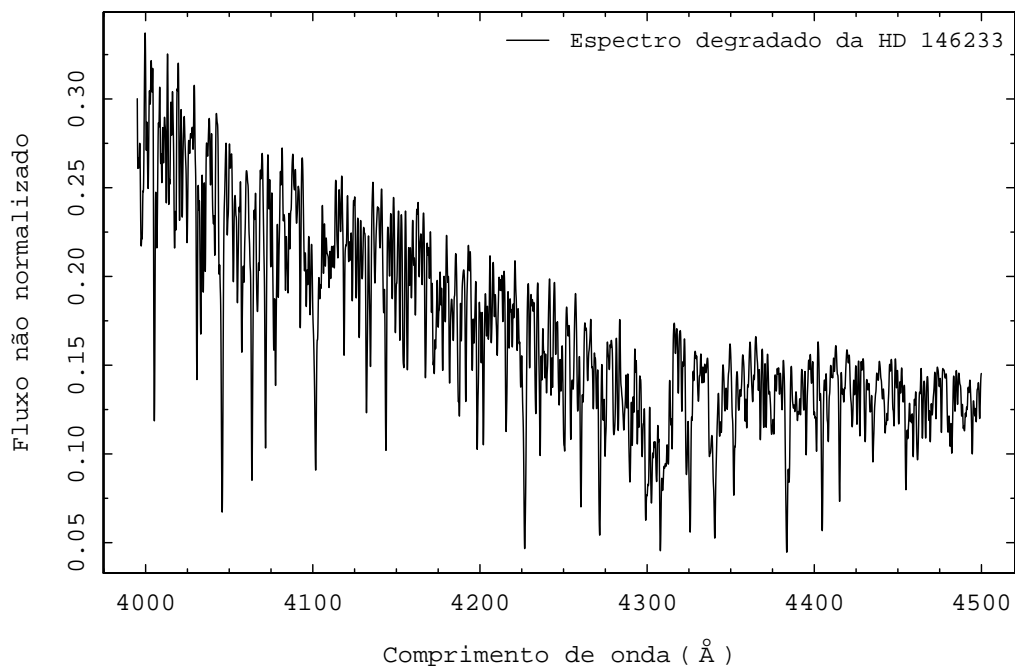


FIGURA 2.5: Espectro da figura 2.4 após ser submetido ao procedimento de degradação e ter seu poder resolutor diminuído de $R = 48000$ para $R = 15000$. Notamos que este espectro possui uma densidade de linhas muito menor do que a do espectro original.

Encontrar janelas de contínuo na região do violeta, $3995 \rightarrow 4500 \text{ \AA}$, é extremamente difícil, pois esta região possui uma densidade enorme de linhas, como já foi mencionado e, por isso, as janelas são praticamente inexistentes. Além disso, ao degradarmos a resolução dos espectros, nossa busca por janelas de contínuo aparente foi dificultada visto que, ao utilizar este recurso, um conjunto de linhas pode ser agrupado em uma única característica espectral de forma que se antes havia uma região de contínuo entre um conjunto de linhas, no processo de degradação, ela pode ter sido incorporada à uma das características espectrais.

Para selecionar janelas de contínuo aparente, escolhemos cinco estrelas com diferentes parâmetros atmosféricos: i) uma mais quente e mais pobre em metais do que o Sol; ii) uma mais quente e de metalicidade solar; iii) uma que representa o Sol; iv) uma mais fria e de metalicidade solar; v) e uma mais fria e mais rica em metais do que o Sol. Não consideramos a gravidade pois este é o parâmetro que menos afeta o espectro de um modo geral e, portanto, para a finalidade desta análise, não era relevante. Essas estrelas foram selecionadas pois representam extremos da amostra no sentido de que, na ordem em que foram citadas, têm suas transições aumentando de intensidade. Isto ocorre pois cada combinação de parâmetros gera um comportamento diferente das características espectrais, de modo que as transições têm suas intensidades aumentadas ou diminuídas (partindo de uma referência, que é o objeto que representa o Sol). Assim, esperamos que

as linhas das demais estrelas da amostra tenham intensidades intermediárias às dessas estrelas escolhidas.

Estudando os espectros das cinco estrelas em conjunto, encontramos um grupo de regiões que permaneciam quase constantes com a variação dos parâmetros atmosféricos. Estas regiões foram as candidatas a janelas de contínuo iniciais. Em seguida, comparamos estas regiões com o atlas solar de Kurucz et al. (1984) para confirmar seus status como boas janelas de contínuo. Este procedimento foi feito algumas vezes até obtermos um conjunto robusto de regiões (que aparecem frequentemente) para utilizar como referência na normalização. É importante salientar que, apesar dessas janelas serem evidenciadas nas cinco estrelas acima, elas não aparecem sempre em todos os espectros. O que é relevante na decisão do polinômio a ser traçado é o que o espectro nos mostra e não o que achamos ser o ideal. Neste estágio do procedimento, ressaltamos que identificamos espectros com diferentes curvaturas. Aproximadamente metade da amostra possui espectro inclinado para direita (em direção a comprimentos de onda mais longos) e os demais com inclinação para esquerda (em direção a comprimentos de onda mais curtos), com algumas estrelas possuindo espectros de ambos os tipos. Os inclinados para direita são iguais ao da figura 2.5 e os para esquerda são iguais ao da figura 2.6. Esta diferença está relacionada aos softwares de aquisição de dados do FEROS de épocas de observação distintas. Mais recentemente, o *pipeline* de extração automática de dados foi modificado com o intuito de melhorar a descontinuidade da colagem entre as ordens do espectro *echelle* no visível. Naturalmente, isto afetou o violeta e o ultravioleta de algum modo.

Uma vez selecionadas as janelas de contínuo, usamos a tarefa *continuum* do IRAF para o procedimento de normalização. Esta tarefa nos permite ajustar um polinômio e manipular uma série de parâmetros, tais como o tipo do polinômio, a ordem, pontos de rejeição acima e abaixo do ajuste, de acordo com nossa necessidade. Após adequar os parâmetros desejados e executar a tarefa, ela produz o espectro normalizado. Antes de normalizar todos os espectros de uma só vez, testamos a normalização em um grupo de estrelas a fim de encontrar um roteiro de normalização para realizar o procedimento igualmente para todos os objetos. Usamos um polinômio de Legendre de ordem 3 ou 4, pois sabemos que o espectro deve ser uma curva suave e sem muitos graus de liberdade, e adotamos critérios de rejeição de 4σ acima do ajuste e de $0.5 < \sigma < 2.0$ abaixo. Além disso, designamos um peso de 10^5 para as janelas de contínuo selecionadas para forçar o ajuste a incluí-las.

A primeira tentativa de normalização não teve sucesso. Apesar de a região do violeta não ser muito extensa, observamos que usar apenas um polinômio, de ordem 3 ou 4, seria incapaz de satisfazer todo o domínio de interesse adequadamente. O ajuste

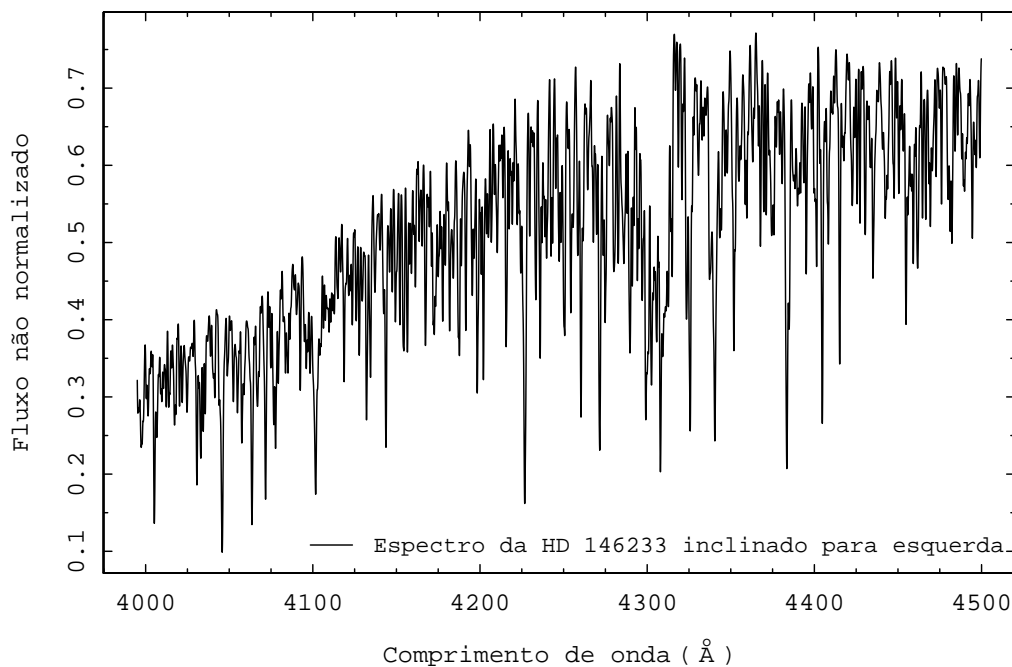


FIGURA 2.6: Um dos espectros da estrela HD 146233 inclinados para esquerda no domínio completo de $3995 \rightarrow 4500 \text{ \AA}$. Na imagem 2.5 observamos o espectro deste mesmo objeto inclinado para direita.

com o polinômio de ordem 3 passava por menos pontos do que o esperado, de forma que a curva tomava uma forma artificial, não ajustando corretamente algumas janelas. Já o ajuste de ordem 4 abarcava todas as regiões mas introduzia mais curvaturas do que o necessário, de modo que o polinômio não tinha a forma suave que deveria ter. Este problema é evidente nos espectros com ambas as curvaturas, mas se revelou menos embaraçoso nos espectros inclinados para esquerda.

Uma alternativa foi dividir o espectro em duas partes usando a tarefa *scopy* do IRAF e normalizar cada uma independentemente. Esta tática foi conveniente para os espectros inclinados para esquerda e insatisfatória para os espectros inclinados para direita, pois notamos que o ajuste não incluía uma das janelas de contínuo considerada bastante sistemática. Uma possibilidade é que esta janela não era tão recorrente como esperávamos ou a curvatura diferente dos espectros exigia uma normalização distinta. A fim de averiguar essa diferença, voltamos para a resolução original dos espectros e normalizamos o mesmo conjunto de estrelas usando o mesmo procedimento descrito acima, porém, considerando janelas de contínuo dos espectros originais. O resultado foi esclarecedor, pois o comportamento do ajuste nos espectros não degradados foi igual ao dos espectros degradados, i.e., a região sistemática de contínuo persistiu nos espectros inclinados para esquerda e foi desconsiderada nos espectros inclinados para direita. Portanto, concluímos que a inconsistência não tinha relação com a degradação dos espectros

e, em função disso, voltamos a trabalhar com os espectros degradados.

Para testar a consistência da normalização nos dois casos, espectros inclinados para direita e para esquerda, normalizamos as estrelas que possuem ambos de acordo com os procedimentos acima descritos e as comparamos visualmente em termos de diferenças percentuais. Por exemplo, normalizamos os espectros da estrela HD 146233 inclinado para esquerda e o espectro inclinado para direita. Em seguida, sobrepusemos os espectros para examinar como uma normalização se diferenciava da outra. Observamos que para algumas estrelas as diferenças da normalização foram grandes, revelando um alto erro percentual, e para outras pequenas. Isto pode ter ocorrido por dois motivos: o espectro tem alguma distorção, i.e., uma curvatura de contínuo introduzida pela redução e não facilmente reconhecível visualmente, de forma que a normalização não é sistemática (ela não leva em conta esta distorção), ou não conseguimos sistematizar as janelas idealmente. Então, outra proposta para compatibilizar a normalização dos dois tipos de espectros e encontrar erros menores foi dividir ainda mais o domínio de normalização. Para fazer isto, pesquisamos o melhor corte que nos daria sub-regiões do espectro com boas janelas de contínuo, de preferência uma em cada borda do corte e uma no centro para ancorar bem a região, e que tivessem uma interseção ampla entre si, além de mostrarem baixos erros percentuais ao sobreposmos os espectros. A solução final foi dividir a região em quatro cortes: $3995 \rightarrow 4125 \text{ \AA}$, $4100 \rightarrow 4225 \text{ \AA}$, $4200 \rightarrow 4325 \text{ \AA}$ e $4300 \rightarrow 4500 \text{ \AA}$ (cortes com interseções de 25 \AA).

Com os cortes estabelecidos, todos os 484 espectros, considerando as regiões individuais, foram normalizados manualmente por mim, usando os parâmetros da tarefa já mencionados. A única ressalva é que em alguns casos foi possível utilizar um polinômio de ordem 2. Esta tarefa foi a mais demorada e trabalhosa pois tivemos que realizar vários testes analisando a sistematicidade das janelas de contínuo e tentando compatibilizar a normalização dos espectros de curvaturas diferentes. Esta inclinação dos espectros, mais a ampla cobertura que precisávamos abarcar, dificultaram soluções sistemáticas. Portanto, sabemos que as decisões adotadas ao longo desse processo têm erros de normalização relacionados a problemas de acurácia associados ao posicionamento do contínuo. Dessa forma, não foi possível chegar a uma conclusão ideal com os testes e tivemos que dividir o espectro original em quatro cortes para obter uma solução menos insatisfatória do que as anteriores, mas que se encaixava nos nossos critérios. Segue abaixo, na série de figuras 2.7a, 2.7b, 2.8a, 2.8b, 2.9a, 2.9b, 2.10a e 2.10b, exemplos das normalizações para cada corte feito.

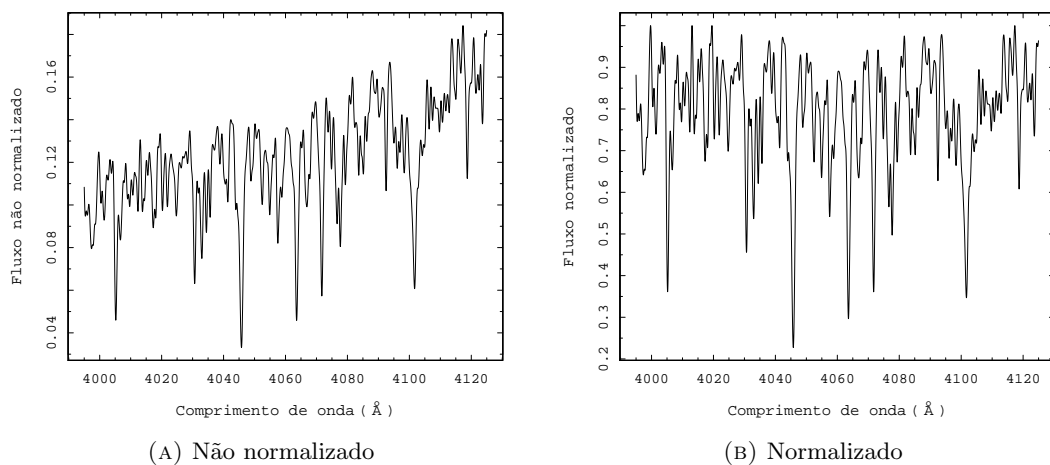


FIGURA 2.7: Ilustração de um dos espectros da estrela HD 146233 no domínio de 3995 → 4125 Å antes e após ser normalizado.

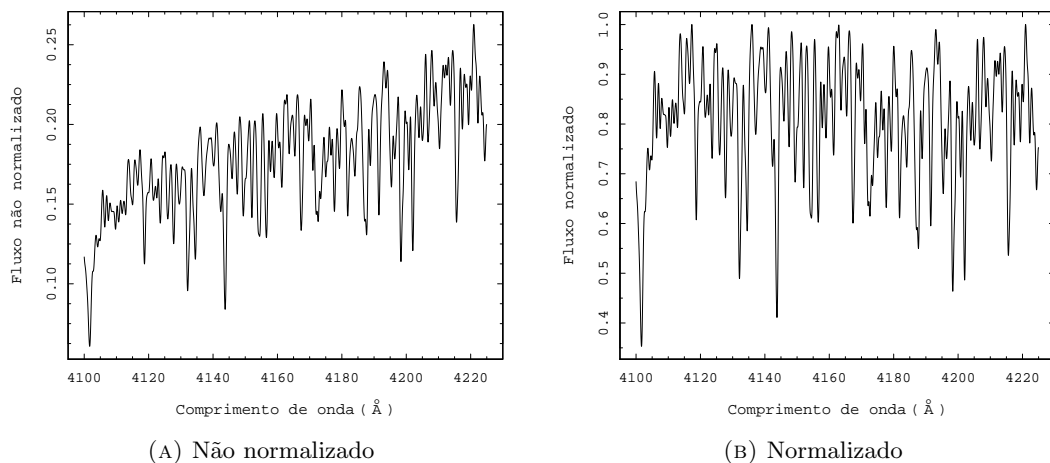


FIGURA 2.8: Ilustração de um dos espectros da estrela HD 146233 no domínio de 4100 → 4225 Å antes e após ser normalizado.

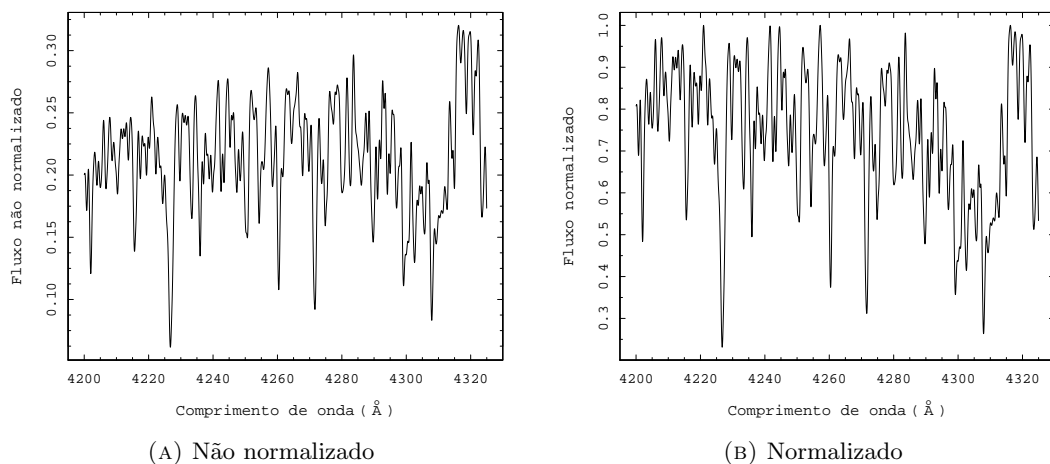


FIGURA 2.9: Ilustração de um dos espectros da estrela HD 146233 no domínio de 4200 → 4325 Å antes e após ser normalizado.

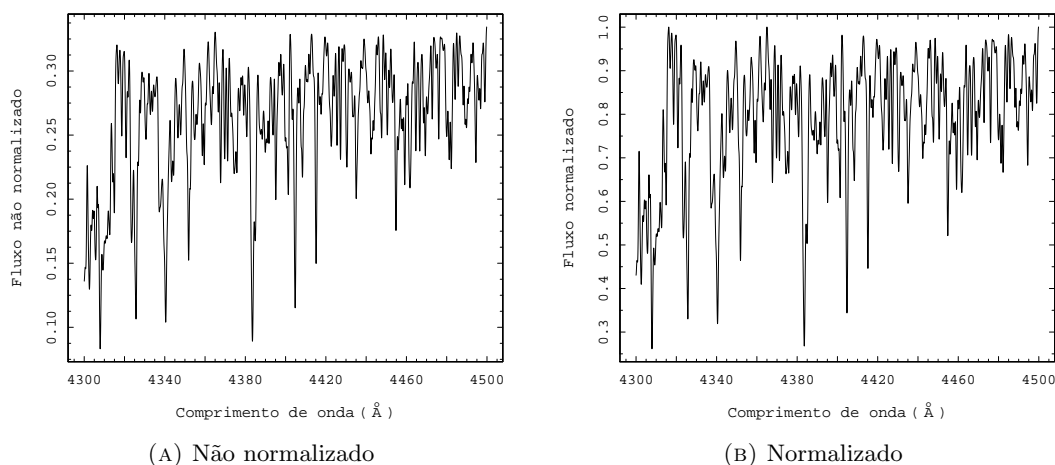


FIGURA 2.10: Ilustração de um dos espectros da estrela HD 146233 no domínio de $4300 \rightarrow 4500 \text{ \AA}$ antes e após ser normalizado.

2.2.4 Razão sinal-ruído

A razão sinal-ruído S/R de um espectro é uma medida importante pois ela determina sua qualidade. Basicamente, o sinal é o número de fótons, que são transformados em elétrons, detectados pelo instrumento, e o ruído está associado a qualquer contribuição que afeta a medida do sinal. Pode ser pensado como uma parte da contabilidade dos erros da medida do sinal. Assim, quanto maior for a S/R melhor será a qualidade das observações. Em um espectro, a S/R pode ser definida e medida como

$$\frac{S}{R} = \frac{\mu}{\sigma}, \quad (2.5)$$

em que μ é o nível do contínuo em um determinado intervalo, calculado como o valor médio do fluxo considerando os pixels deste intervalo, e σ é o desvio padrão desta média. Sendo assim, a S/R é um fator importante da determinação da precisão na medida do fluxo do objeto.

Estimar a S/R dos espectros usando a região violeta é praticamente impossível, uma vez que trabalhando neste domínio não encontramos boas janelas de contínuo (regiões livres de linhas espectrais), que, como já mencionamos, são raras nesta região espectral. Mesmo as poucas janelas selecionadas para a normalização não são tão boas pois elas não estão, de fato, livres de transições. Por isso, uma estimativa grosseira que fizemos da qualidade dos espectros foi determinar a S/R média no domínio do vermelho e considerar que a S/R no violeta é, aproximadamente, a metade deste valor. Este resultado provém de uma análise (não publicada) do nosso grupo, que mediu um conjunto seletivo de janelas de contínuo entre $4500 \rightarrow 6860 \text{ \AA}$. Esse método não é o ideal, mas é

o que está dentro do limite do que podemos calcular. A vantagem é que é mais fácil medir a S/R no vermelho pois nesta região existem menos transições do que no violeta e, além disso, estas linhas estão mais afastadas de modo que as janelas de contínuo são mais recorrentes e menos contaminadas por transições vizinhas.

Outro recurso que é possível usar a nosso favor é o fato de que o procedimento de degradação da seção 2.2.2 aumenta a S/R teórica dos espectros. Consideramos que a S/R dos espectros observados obedece a estatística de Poisson na qual um número N de elétrons (número total de fótons detectados) equivale a uma $S/R = \sqrt{N}$. Além disso, no processo de degradação, estamos substituindo aproximadamente 9 pixels originais por 1 no espectro degradado; então, podemos pensar que se antes havia um fóton para cada pixel, por exemplo, depois de degradar existem 9. Deste modo, estimamos que a S/R dos espectros degradados seja maior do que a dos originais e igual a \sqrt{N} em que N é o número de pixels como elemento de resolução do espectro final (em relação ao original). Portanto, a S/R final aqui obtida é o resultado desses dois procedimentos.

Para calcular a S/R no vermelho, utilizamos uma lista de 14 regiões de contínuo previamente selecionadas por membros de nosso grupo neste domínio espectral. Utilizando a tarefa *splot* do IRAF, medimos a S/R destas janelas, em cada espectro. Para cada observação calculamos a média $\langle S/R \rangle$ dos 14 valores obtidos para a razão sinal-ruído, o desvio padrão e usamos o critério de $\langle S/R \rangle \pm 2\sigma$ para eliminar valores atípicos (*outliers*). Este procedimento foi feito iterativamente até que não houvesse mais pontos a serem eliminados. Estimamos, então, a S/R^{violeta} para cada espectro como sendo a metade do valor anteriormente calculado. Em seguida, multiplicamos estes valores por $\sqrt{9.3}$ (≈ 3) em que 9.3 é o número de pixels como elemento de resolução do espectro final de acordo com a seção 2.2.2. A S/R^{violeta} final de todos os espectros está listada na tabela 2.4.

TABELA 2.4: Razão sinal-ruído dos espectros da amostra no domínio do violeta. Pelo fato de algumas estrelas possuírem mais de uma observação, os diferentes espectros do mesmo objeto foram designados por sua identificação seguida de uma letra latina.

Identificação	S/R ^{violeta}	Identificação	S/R ^{violeta}	Identificação	S/R ^{violeta}
HD 1461	491	HD 98649 a	587	HD 161612 a	535
HD 1581 a	592	HD 98649 b	667	HD 161612 b	396
HD 1581 b	280	HD 102365 a	913	HD 162396	591
HD 1835	520	HD 102365 b	632	HD 164595	583
HD 2151 a	463	HD 102365 c	562	HD 165185	851
HD 2151 b	486	HD 105901	350	HD 165499	982
HD 3823	591	HD 108309 a	686	HD 172051	306
HD 4308	662	HD 108309 b	459	HD 177565	417
HD 4391	397	HD 111398	438	HD 182572 a	336
HD 8291	599	HD 115382	349	HD 182572 b	343
HD 9562 a	266	HD 115617	542	HD 182572 c	333
HD 9562 b	593	HD 117939 a	514	HD 187237	162
HD 10647 a	562	HD 117939 b	521	HD 187691	594
HD 10647 b	544	HD 118598	546	HD 189567 a	488
HD 10700 a	469	HD 122862	502	HD 189567 b	573
HD 10700 b	368	HD 128620 a	638	HD 190406	488
HD 12264	406	HD 128620 b	788	HD 193307 a	534
HD 14802	507	HD 128620 c	384	HD 193307 b	634
HD 16417 a	507	HD 130948	545	HD 194640	413
HD 16417 b	621	HD 131923 a	491	HD 196050	342
HD 20766 a	378	HD 131923 b	379	HD 196800 a	697
HD 20766 b	506	HD 136352 a	240	HD 196800 b	400
HD 20807	593	HD 136352 b	559	HD 196885	440
HD 22484 a	375	HD 138573	635	HD 206860	387
HD 22484 b	661	HD 140538	711	HD 207043	692
HD 28471	426	HD 140690	381	HD 207129 a	131
HD 30495	498	HD 141004	389	HD 207129 b	532
HD 30562	558	HD 145825	594	HD 210277	353
HD 34721	874	HD 146233 a	327	HD 210918	495
HD 39587	324	HD 146233 b	412	HD 211415	572
HD 43587	836	HD 146233 c	787	HD 212708	337
HD 43947	594	HD 146233 d	656	HD 216435	474
HD 65907 a	815	HD 146233 e	822	HD 216436	383
HD 65907 b	585	HD 147513	572	HD 216437	465
HD 69830	502	HD 150248 a	538	HD 217014	525
HD 71334 a	468	HD 150248 b	593	HD 217107	387
HD 71334 b	951	HD 157089	439	HD 221343	564
HD 73350	740	HD 159656	649	BD+15 3364	413
HD 76151 a	642	HD 160691 a	460	Ganimedes a	572
HD 76151 b	527	HD 160691 b	568	Ganimedes b	796
				Vesta	680

Capítulo 3

Construção dos índices espectrais

3.1 Definição dos índices

Ao longo do texto foi mencionado e ilustrado que a região violeta do espectro possui uma grande densidade de linhas. Este é um problema pois, como desejamos determinar partes do espectro que sofrem variação com os parâmetros atmosféricos, de início, é difícil interpretá-lo devido à sua complexidade em termos das transições. Dessa forma, uma alternativa é trabalhar com os chamados índices espectrais.

Um índice é uma característica espectral que é composta por um grupo de linhas atômicas e ou moleculares que mostram sensibilidade à variação de um ou mais parâmetros atmosféricos. Alguns trabalhos anteriores obtiveram sucesso com este método; por exemplo, Ghezzi et al. (2014) usou índices para determinar parâmetros atmosféricos de estrelas anãs F, G, K e subgigantes, constatando que este método recupera de forma competitiva os parâmetros atmosféricos; e Robinson et al. (2006, 2007) utilizou índices para derivar parâmetros atmosféricos no contexto de encontrar um indicador atmosférico que estivesse relacionado com a presença de planetas. Também constatou o sucesso do método indicando que derivar parâmetros com índices é preciso e eficiente. Para usar esta técnica, um recurso importante utilizado foi a degradação do espectro (cf. seção 2.2.2). Este procedimento nos permitiu agrupar linhas individuais em uma única característica espectral, de modo que o espectro degradado teve suas transições suavizadas e nosso estudo foi simplificado.

Para determinar regiões do espectro que têm maior sensibilidade à variação dos parâmetros atmosféricos, consideramos, primeiro, que os principais parâmetros que afetam o espectro são a temperatura efetiva e a metalicidade. Além disso, sabemos que diferentes combinações destes parâmetros podem produzir linhas de diferentes ou de

iguais intensidades. Por exemplo, considerando apenas a temperatura efetiva, estrelas com temperatura efetiva menor do que a do Sol têm, em geral, transições mais intensas do que as dele, enquanto estrelas com maior temperatura efetiva têm linhas menos intensas — o comportamento geral das transições depende de detalhes específicos das linhas e da metalicidade e gravidade da estrela. Com a metalicidade ocorre o contrário. Estrelas mais pobres em metais do que o Sol têm transições menos intensas do que as dele e estrelas mais ricas em metais têm linhas mais intensas. Desse modo, uma estrela que seja mais fria e mais pobre do que o Sol pode ter transições espectrais similares às de uma estrela “quente” e “rica”. Seguindo este raciocínio, concluímos que uma estrela mais fria e mais rica do que o Sol tem linhas mais intensas do que as dele e uma estrela mais quente e mais pobre tem transições menos intensas, sendo estes os extremos de variação de intensidade que as linhas espectrais podem demonstrar (considerando estes conjuntos de parâmetros e lembrando que estes limites dependem diretamente da amostra de estrelas utilizada).

Sabendo das possibilidades acima mencionadas, selecionamos duas estrelas de referência a partir da amostra para a identificação dos índices: uma mais fria e mais rica do que o Sol (HD 210277: $T_{\text{ef}} = 5506$ K e $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.22$) e uma mais quente e mais pobre (HD 162396: $T_{\text{ef}} = 6066$ K e $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.40$). Chamaremos estas estrelas de “fria e rica” e “quente e pobre”, respectivamente, a partir de agora. Além disso, utilizamos um dos espectros de Ganimedes para representar o espectro solar. A escolha deste satélite em especial se deve ao fato de que, além de ele ser considerado um objeto puntiforme — muitos asteroides também o são —, possui gelo em sua superfície. Sendo o gelo um bom refletor em uma ampla faixa de comprimentos de onda, ele diminui a distorção do espectro, justificando a nossa escolha.

A definição dos índices i foi feita visualmente por meio dos espectros normalizados dos objetos previamente escolhidos no domínio de $3995 \rightarrow 4500$ Å. Como este regime foi dividido em quatro cortes (para a normalização), o procedimento descrito a seguir foi feito para cada corte separadamente.

Sobrepondo os espectros, buscamos por características espectrais que mostrassem variação de intensidade entre as estrelas acima descritas e as classificamos como índices. Para cada índice, foi definido um comprimento de onda inicial λ_i e um comprimento de onda final λ_f que são importantes para a medição destes, como exemplificado na figura 3.1. Além disso, com a ajuda do catálogo do espectro solar Moore et al. (1966), foram identificadas as linhas que compõem cada índice de acordo com a figura 3.2. Selecionamos 291 índices no total. Todos estão listados na tabela B.1 com suas respectivas informações.

Observamos na figura 3.1 que nem sempre as características espectrais da estrela fria e rica são mais intensas do que as da estrela quente e pobre como previsto. Como já

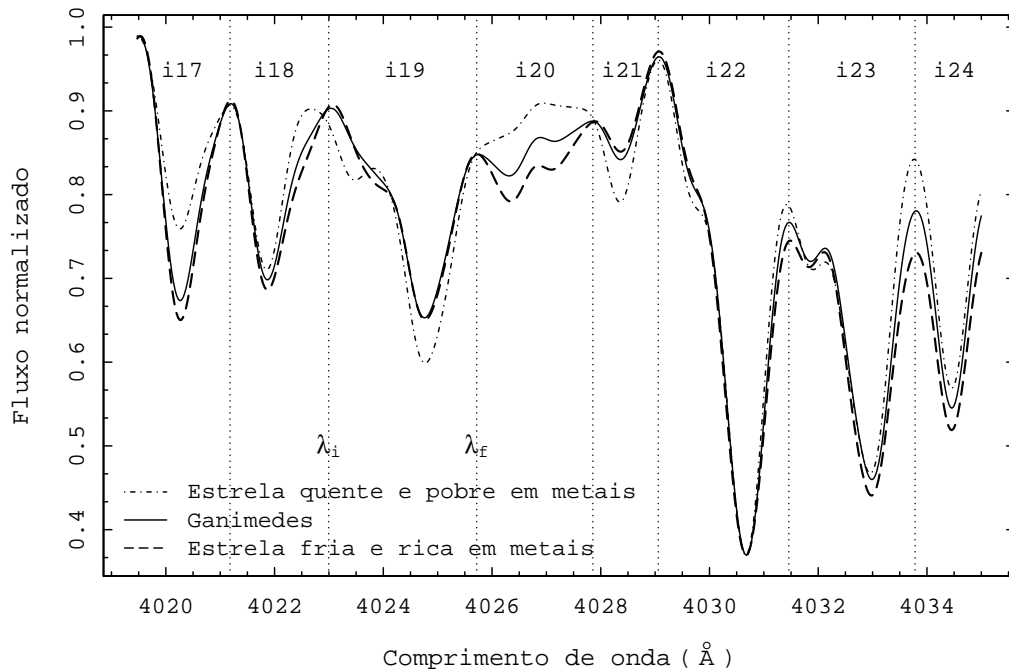


FIGURA 3.1: Identificação dos índices $i17$ a $i24$ de uma seção da região de interesse a partir dos espectros degradados ($R = 15000$) de três objetos, estrela quente e pobre em metais (HD 162396), Ganimedes (Sol) e estrela fria e rica em metais (HD 210277). As linhas pontilhadas verticais delimitam cada índice. Como exemplo, λ_i e λ_f são, respectivamente, o comprimento de onda inicial e final do $i19$.

mencionado, esperamos uma gradação da intensidade das transições da seguinte forma HD 162396 \rightarrow Ganimedes \rightarrow HD 210277, sendo as linhas desta última estrela mais intensas. Esta previsão é baseada no que conhecemos de trabalhos anteriores na região do visível (Ghezzi et al., 2014). Todavia, reconhecemos que podem existir outros fatores que afetam o espectro, por exemplo, a gravidade, que aqui não consideramos, ou detalhes específicos das linhas que compõem o índice, como suas probabilidades de transição e grau de ionização, os quais não somos capazes de discernir com nossa abordagem. Apesar de os índices $i17$ e $i18$ apresentarem o comportamento previsto, os índices $i19$ e $i21$, por exemplo, reagem de maneira diferente. O $i19$ é mais profundo na estrela quente e pobre enquanto Ganimedes e a estrela fria e rica possuem a mesma intensidade. Já o $i21$ apresenta uma gradação, sendo mais profundo na estrela quente e pobre, menos em Ganimedes e menos ainda na estrela fria e rica. Outra observação é que o $i22$ parece não ser sensível à variação dos parâmetros considerados pois não se nota uma variação da sua intensidade de estrela para estrela.

Na figura 3.2 vemos uma imagem similar à figura 3.1. Porém, aqui temos apenas o espectro de Ganimedes em sua resolução original (cinza, $R = 48000$) e degradado (preto, $R = 15000$). Este gráfico ilustra o que, de fato, é um índice. Tomando como exemplo o

$i19$, ele é composto por todas as transições do espectro cinza que estão envolvidas pelo espectro preto, tais como linhas do V II, Co I, Sc I, Ti I, Fe II, Fe I, Ni I e Cr I.

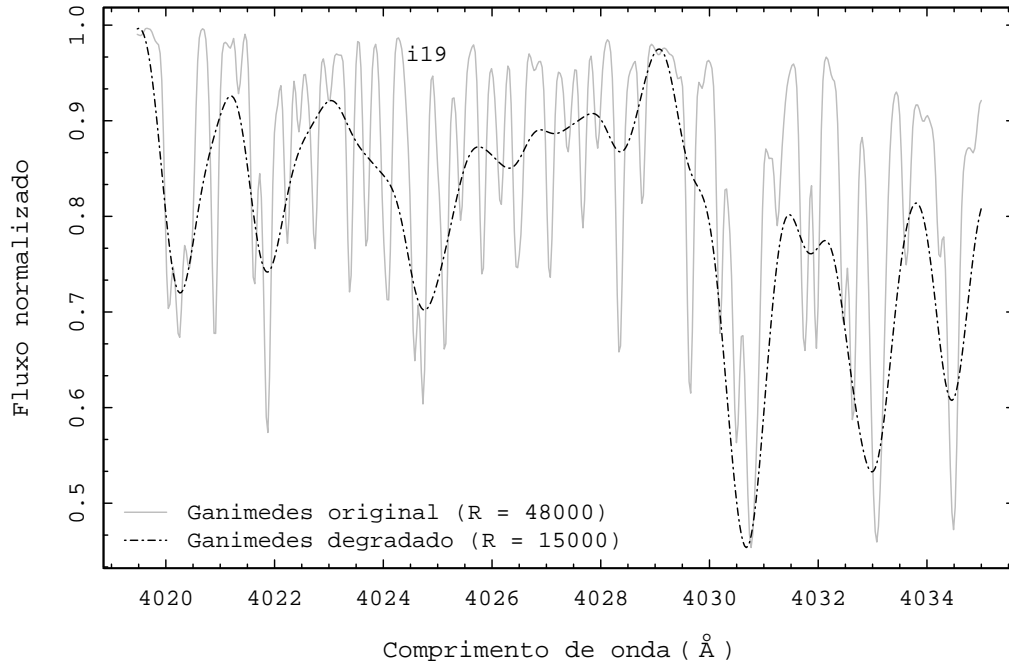


FIGURA 3.2: Ilustração da composição dos índices da figura 3.1. Ambos os espectros são de Ganímedes, o cinza corresponde ao espectro original ($R = 48000$) e o preto ao degradado ($R = 15000$). Cada índice da imagem 3.1 é formado pela linhas do espectro cinza que estão envolvidas pelo espectro preto. O $i19$, por exemplo, é composto por transições do V II, Co I, Sc I, Ti I, Fe II, Fe I, Ni I e Cr I.

3.2 Medição e seleção dos índices

A intensidade de uma linha espectral é medida por meio de sua largura equivalente EW (do inglês, *Equivalent Width*). A largura equivalente é definida como a largura de um retângulo cuja altura é o fluxo do contínuo F_{cont} ao redor da transição delimitada pelos comprimentos de onda λ_i e λ_f , e cuja área é igual ao fluxo \mathcal{F} da linha. Matematicamente, \mathcal{F} está relacionado à largura equivalente da seguinte forma,

$$\mathcal{F} = \int_{\lambda_i}^{\lambda_f} [F(\lambda) - F_{cont}] d\lambda \Rightarrow EW = \frac{\mathcal{F}}{F_{cont}}. \quad (3.1)$$

Definidos os índices, usamos a tarefa *splot* do IRAF para determinar todas as larguras equivalentes EWs iterativamente. Esta tarefa calcula o fluxo da linha, nesse caso do índice, pela integração de $[F(\lambda) - F_{cont}]$ entre λ_i e λ_f . Note que, da forma como foi escrito, o fluxo é negativo se a linha for de absorção ($F(\lambda) < F_{cont}$) e positivo se

ela for de emissão ($F(\lambda) > F_{cont}$). Em seguida, a EW é calculada dividindo o valor da integral por F_{cont} . É necessário fornecer os parâmetros de entrada que são os espectros das estrelas cujas EWs devem ser medidas e um arquivo de texto com os comprimentos de onda dos índices. Neste arquivo, a primeira linha corresponde ao λ_i do primeiro índice e a segunda ao seu λ_f . Em seguida, fazemos o mesmo para o segundo índice e assim por diante. Ao final da iteração, a tarefa gera um arquivo chamado *splot.log* contendo o comprimento de onda central de cada índice, seu fluxo e sua EW para todos os espectros fornecidos.

Ressaltamos que, como definimos os índices a partir das sub-regiões com interseções de 25 Å (cf. seção 2.2.3), alguns destes índices que estão localizados nas interseções foram medidos duas vezes e utilizamos estes valores como medidas independentes, tanto na construção da calibração quanto na obtenção dos parâmetros atmosféricos. Os índices que foram usados duas vezes estão identificados com um asterisco na coluna “Identificação” da tabela B.1.

Antes de realizar o próximo passo, que é a construção da calibração utilizando a amostra calibradora, foi preciso fazer uma seleção a fim de usar apenas os melhores índices. Este procedimento foi necessário pois, para que o método usado na calibração não tenha nenhum problema numérico, a quantidade de índices a serem usados deve ser menor do que o número de observações (espectros). Como medimos 291 índices no total e usaremos 103 espectros na calibração (removemos da calibração os espectros das estrelas cujos parâmetros queremos derivar), precisamos filtrar os índices em termos de qualidade, o que explicamos a seguir.

A seleção dos melhores índices foi feita com base em um modelo regressivo em função de T_{ef} , $[Fe/H]$ e $\log g$. A estratégia é que a largura equivalente das transições (neste caso dos índices) pode ser escrita como uma função multiparamétrica dos três parâmetros atmosféricos principais. Trabalhos anteriores, tais como Lorenzo-Oliveira (2011) e Ghezzi et al. (2014), mostraram com sucesso o resultado obtido ao usar este tipo de relação como calibração para derivar parâmetros atmosféricos. Estes autores mostram que a melhor regressão é obtida ao utilizar o modelo quadrático dado pela equação (3.2).

$$\begin{aligned}
 EW = & c_0 + c_1[Fe/H] + c_2T_{ef} + c_3 \log g + \\
 & + c_4[Fe/H]T_{ef} + c_5[Fe/H] \log g + c_6T_{ef} \log g + \\
 & + c_7([Fe/H])^2 + c_8(T_{ef})^2 + c_9(\log g)^2,
 \end{aligned} \tag{3.2}$$

em que $c_0, c_1, c_2, c_3, c_4, c_5, c_6, c_7$ e c_9 são os coeficientes da regressão.

Usando a mesma ferramenta computacional utilizada pelos autores citados, aplicamos esta regressão apenas para selecionar os melhores índices. É necessário fornecer como parâmetro de entrada uma tabela com todos os objetos e seus respectivos parâmetros atmosféricos e valores das EWs de todos os índices. Além do algoritmo calcular valores relevantes para calibração que não são importantes para este trabalho, pois usaremos outro método, ele também computa um parâmetro chamado “classe”. Esta variável separa os índices em categorias de acordo com seus valores de t -value e R^2 . As quatro classes possíveis usando valores previamente definidos são

- Classe 1: índices com t -value ≤ 2 e $R^2 \geq 0.895$
- Classe 2: índices com t -value > 2 e $R^2 \geq 0.895$
- Classe 3: índices com t -value > 3 e $R^2 \geq 0.895$
- Classe 4: índices com $R^2 \leq 0.085$,

em que t -value e R^2 são dois parâmetros estatísticos usados para determinar a categoria dos índices. Estes critérios foram utilizados pois são fáceis de calcular e são úteis — os detalhes minuciosos utilizados no ajuste do modelo dado por (3.2) estão além do escopo deste trabalho.

Resumidamente, este R^2 é, na verdade, o R^2 ajustado. Ele mede o poder explicativo de um modelo regressivo que possui um conjunto de variáveis independentes (preditoras). Nesse caso, o modelo regressivo usado é dado pela equação (3.2), em que as variáveis independentes são os parâmetros atmosféricos, T_{ef} , $[\text{Fe}/\text{H}]$ e $\log g$, e a variável dependente cujo modelo deve-se ajustar é a largura equivalente EW dos índices espectrais. Portanto, R^2 ajustado é a correlação múltipla dos parâmetros atmosféricos, i.e., o quanto a combinação destes parâmetros, dada pelo modelo escolhido, é capaz de explicar as larguras equivalentes reais. Já o parâmetro t -value é a significância estatística da inclinação da reta ajustada aos resíduos. Nesse caso temos diversos valores reais de EW medidos para cada índice, além dos valores calculados pelo ajuste (3.2) previamente determinado como o melhor modelo para reproduzir estas EW. Sendo assim, para cada índice, temos valores de larguras equivalentes observadas EW_{obs} e valores de larguras equivalentes calculadas EW_{calc} para cada estrela, de modo que podemos analisar os gráficos de resíduos para os índices. Se estes gráficos não possuem nenhuma tendência, a inclinação da reta será próxima de zero. Caso contrário, a reta terá uma inclinação significativa. Portanto, t -value mede o quanto a diferença de larguras equivalentes ajustadas varia com os valores reais.

Ao utilizar o programa desta forma, obtivemos muitos índices de qualidade (considerando apenas os de classe 1), de forma que foi possível restringir ainda mais os

parâmetros acima mencionados a fim de realizar uma seleção mais robusta. Para esta nova etapa, alteramos o valor 0.895 de R^2 para 0.95, que é um número coerente estatisticamente. Mas, ainda assim, o número de índices retornados foi maior do que o necessário. Por fim, mudamos o valor de R^2 até que a quantidade de índices fosse igual ou menor do que o número de observações. O R^2 para o qual este critério foi atendido foi de 0.96. Todos os melhores índices selecionados são de classe 1 e estão identificados na coluna “Classe” da tabela B.1. É importante ressaltar que, apesar de termos utilizado um algoritmo computacional que foi originalmente elaborado para outro trabalho e usado aqui apenas para selecionar os índices, fomos cuidadosos ao checar se para cada índice o modelo regressivo dado por (3.2) foi suficientemente bom ao ajustar os dados originais. Também verificamos os gráficos de resíduo para cada índice a fim de checar se não havia nenhuma tendência, na figura 3.3 ilustramos um exemplo do gráfico de resíduo em função da largura do i_{24} . Somente após esta inspeção seguimos adiante.

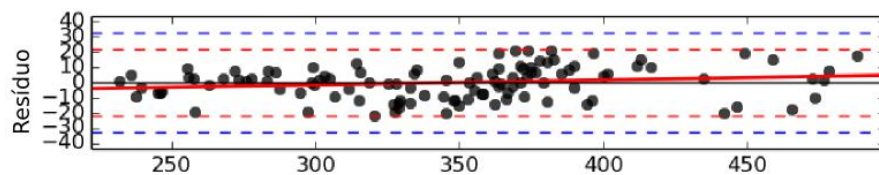


FIGURA 3.3: Gráfico de resíduo do i_{24} em função da largura equivalente. Notamos que para este índice não há nenhuma tendência. As linhas tracejadas em vermelho e azul representam 2σ e 3σ , respectivamente.

Capítulo 4

Calibração dos índices e derivação dos parâmetros atmosféricos

Neste capítulo, descrevemos as calibrações dos parâmetros atmosféricos construídas por meio do método de Análise de Componente Principal. Explicamos, brevemente, as operações feitas por esta técnica e apresentamos um exemplo simples de aplicação do método. Além disso, relatamos a derivação dos parâmetros atmosféricos que envolve uma simulação Monte Carlo para estimar incertezas e a utilização das calibrações.

4.1 Construção da calibração

4.1.1 Análise de Componente Principal

A Análise de Componente Principal (PCA, do inglês *Principal Component Analysis*) é uma técnica que utiliza ferramentas de álgebra linear para extrair informações importantes de um conjunto de dados correlacionados. Geralmente aplica-se este método na busca pelas direções de maior variabilidade destas correlações. Esta técnica já foi testada e utilizada com sucesso por nosso grupo em um trabalho anterior utilizando índices espectrais. Usamos um algoritmo em R desenvolvido e disponibilizado por um dos membros do grupo e realizamos apenas algumas mudanças a fim de otimizar o resultado ao aplicar aos nossos dados.

Seja \mathbf{A} uma matriz de amostra $m \times n$ cujas linhas $X_{(i)}$ ($i = 1, \dots, m$) são vetores que representam diferentes realizações de um dado experimento. Cada $X_{(i)}$ possui n componentes que representam os valores das grandezas que caracterizam o i -ésimo experimento. Naturalmente, $X_{(i)p} = A_{ip}$, em que $X_{(i)p}$ é a p -ésima entrada da linha $X_{(i)}$ ($p = 1, \dots, m$)

e A_{ip} é o elemento ip da matriz de amostra \mathbf{A} . A matriz de covariância da amostra \mathbf{A} possui componentes

$$C_{ij} := \text{Cov}(X_{(i)}, X_{(j)}) = \langle (X_{(i)} - \langle X_{(i)} \rangle)(X_{(j)} - \langle X_{(j)} \rangle) \rangle. \quad (4.1)$$

Ela exhibe as correlações entre os dados de diferentes experimentos, já que suas componentes medem o quanto a dispersão dos dados do experimento i é influenciada pela dispersão nos dados do experimento j . Em particular, notamos que $C_{ii} = \text{Var}(X_{(i)})$. Em geral, os dados de diferentes experimentos estarão correlacionados entre si, de forma que a matriz de covariância possui várias componentes fora da diagonal principal. O objetivo do PCA é encontrar um novo conjunto de vetores $Y_{(i)}$, que serão as componentes principais, tais que $\text{Var}(Y_{(i)})$ seja o máximo possível e que $\tilde{C}_{ij} := \text{Cov}(Y_{(i)}, Y_{(j)}) = 0$, $i \neq j$, i.e., uma nova base em que o conjunto de dados exiba as maiores variâncias e na qual não haja correlação entre os diferentes experimentos.

Para começar, escrevemos as combinações lineares

$$Y_{(i)} = E_{i1}X_{(1)} + E_{i2}X_{(2)} + \cdots + E_{im}X_{(m)}, \quad i = 1, \dots, m. \quad (4.2)$$

Os número reais E_{ij} correspondem às componentes da matriz \mathbf{E} de mudança de base entre os conjuntos $\{X_{(i)}\}$ e $\{Y_{(i)}\}$. Em espaços vetoriais reais, as matrizes de mudança de base são representações de operadores ortogonais, i.e.,

$$\mathbf{E}^t \mathbf{E} = \mathbf{1} \Leftrightarrow \sum_{i=1}^m E_{ij} E_{ik} = \delta_{jk} = \begin{cases} 1, & j = k, \\ 0, & j \neq k. \end{cases} \quad (4.3)$$

Agora, encontrar as componentes principais significa diagonalizar a matriz de covariância dos experimentos da amostra sujeito ao vínculo da equação (4.3). De fato, a matriz de covariância é simétrica e, pelo teorema espectral para operadores normais em um espaço vetorial real, é sempre diagonalizável. Assim, precisamos resolver a equação de autovalores

$$\mathbf{C}Y_{(i)} = \lambda_i Y_{(i)}, \quad (4.4)$$

em que \mathbf{C} é a matriz de covariância na base $\{X_{(i)}\}$. Após a diagonalização, o espectro de autovalores $\{\lambda_1, \dots, \lambda_m\}$ é tal que $\lambda_i = \text{Var}(Y_{(i)})$ e os autovetores são $Y_{(i)}$. Além disso, as linhas de \mathbf{E} são as componentes dos autovetores $Y_{(i)}$ ao longo dos vetores $X_{(i)}$ e

$$\mathbf{C} = \mathbf{E}^t \tilde{\mathbf{C}} \mathbf{E}. \quad (4.5)$$

Em seguida, ordenamos as componentes principais de tal forma que

$$\lambda_1 \geq \lambda_2 \geq \dots \geq \lambda_m \Leftrightarrow \text{Var}(Y_{(1)}) \geq \text{Var}(Y_{(2)}) \geq \dots \geq \text{Var}(Y_{(m)}). \quad (4.6)$$

Definimos o peso da componente principal $Y_{(i)}$ como

$$P_i := \frac{\lambda_i}{\lambda_1 + \lambda_2 + \dots + \lambda_m}. \quad (4.7)$$

Logo, a componente i é tão mais importante quanto mais próximo da unidade é o peso P_i . Se

$$\sum_{i=1}^r P_i \approx 1, \quad r < m, \quad (4.8)$$

as r primeiras componentes principais são as mais importantes para a análise da amostra e o problema original em um espaço de dimensão m pode ser levado em um problema mais simples em um espaço de dimensão r .

Como exemplo, consideramos um conjunto de dados a dois parâmetros x e y distribuídos de acordo com o gráfico 4.1.

Vemos que existe uma direção principal de grande variância dos dados e uma secundária com dispersão menor. Isto indica que podemos encontrar novos eixos tais que a maior variância esteja concentrada ao longo de um deles. Esse é o objetivo do PCA. Neste caso, o eixo x da figura contém os valores da variável $X_{(1)}$ e o eixo y , os valores da variável $X_{(2)}$. Aplicando o PCA neste conjunto de dados, encontramos as duas componentes principais, PC1 e PC2, que correspondem, respectivamente, as direções de $Y_{(1)}$ e $Y_{(2)}$. A seguir, ilustramos na figura 4.2 o mesmo conjunto de dados em termos das componentes principais, notando que o algoritmo do PCA padroniza cada uma das variáveis para que elas tenham média igual a 0 e variância igual a 1.

Aqui, o peso de PC1 é 0.9937 e o de PC2 é 0.0063. Portanto, a única componente relevante é PC1 e vemos que o problema bidimensional original pode ser encarado como um problema unidimensional. Para efeito de ilustração mostramos na figura 4.3 as orientações dos novos eixos em relação aos originais.

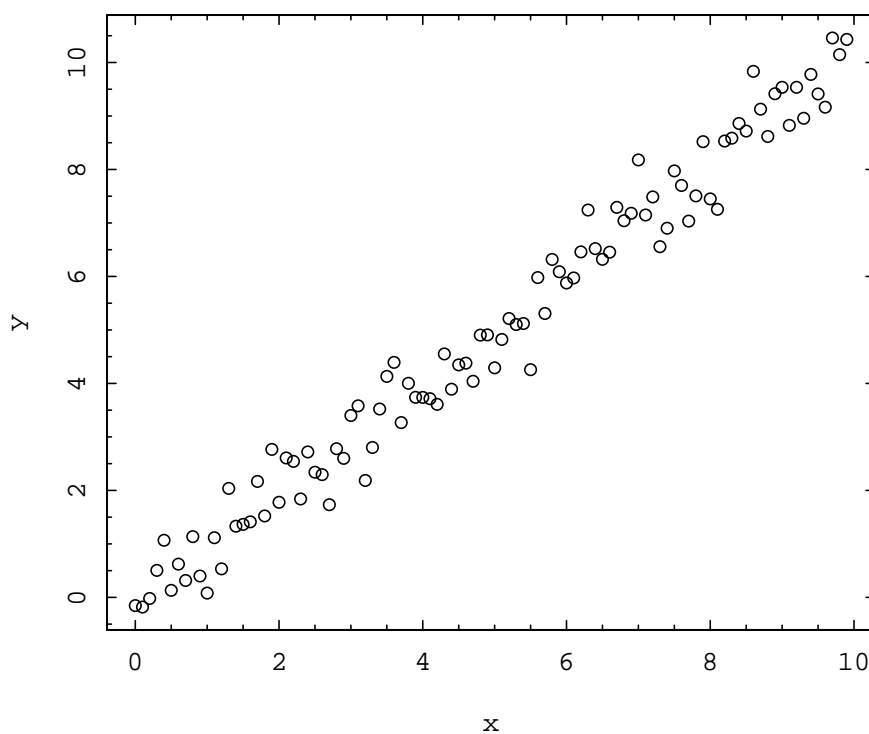


FIGURA 4.1: Conjunto de dados utilizado para ilustração do método PCA.

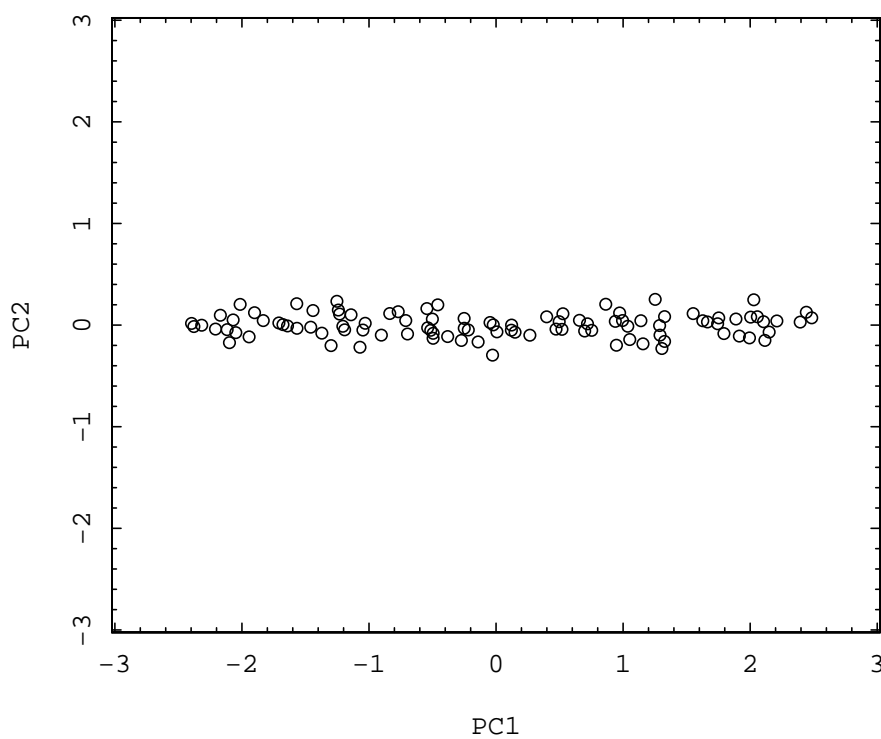
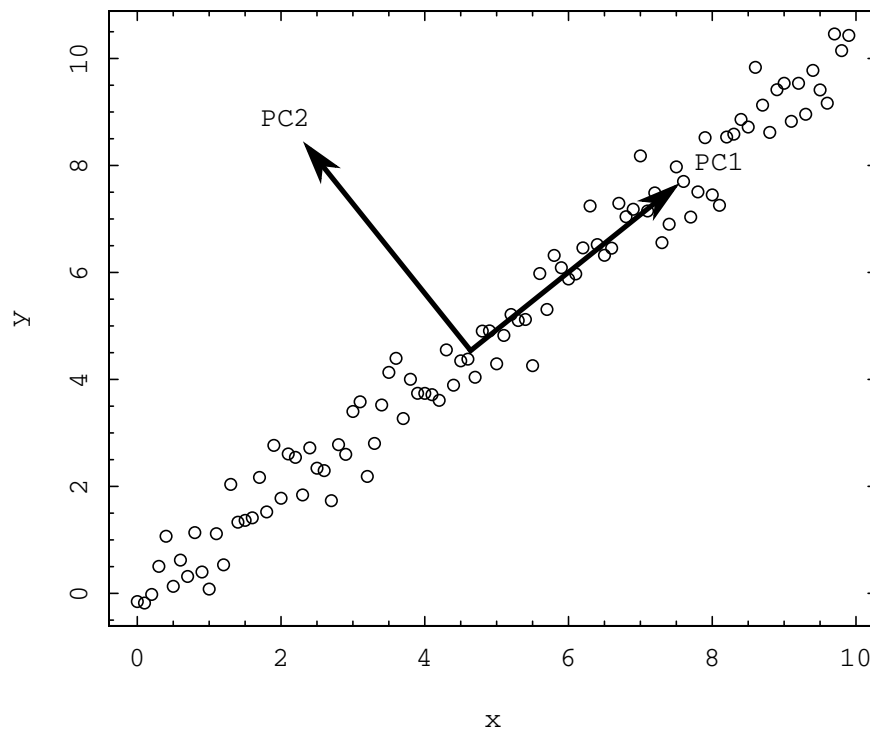


FIGURA 4.2: Conjunto de dados da figura 4.1 escritos em termos das componentes principais PC1 e PC2.

FIGURA 4.3: Orientação dos novos eixos, PC1 e PC2, em relação aos originais, x e y .

4.1.2 Calibração dos parâmetros atmosféricos

Uma vez selecionados os melhores índices na seção 3.2, construímos calibrações dos parâmetros atmosféricos utilizando componentes principais com o objetivo de derivar os parâmetros atmosféricos da amostra de estudo composta por candidatas a análogas e gêmeas solares. Neste processo usamos os conceitos apresentados anteriormente, e exemplificados num conjunto bidimensional, aplicados aos 103 índices classe 1. Aqui temos um espaço de 103 dimensões.

Para este procedimento, aplicamos o método PCA na tabela composta por todas as larguras equivalentes dos 103 índices escolhidos, para cada objeto. Imaginamos que a largura equivalente varia de alguma maneira, complexa ou não, com os três parâmetros relevantes, T_{ef} , $[\text{Fe}/\text{H}]$ e $\log g$. Como é difícil determinar o quanto estes parâmetros afetam a largura equivalente, optamos por utilizar o PCA a fim de encontrar as direções de maior variação do conjunto de índices e determinar a correlação entre estas direções e os parâmetros. O algoritmo usado realiza os cálculos já mencionados e podemos acessar a informação de cada componente principal, i.e., podemos verificar o quanto cada componente contribui para explicar a variação do conjunto de índices, e, portanto, dos parâmetros, no espaço de 103 dimensões.

Ao utilizar o programa, determinamos que apenas as 3 primeiras componentes principais (das 103 disponíveis), PC1, PC2 e PC3, são relevantes para nossa análise pelo fato de que, juntas, representam 95% da variância dos dados de entrada. Depois de optar por usar apenas estas componentes, verificamos a relação de cada uma com os parâmetros atmosféricos a fim de construir as calibrações, utilizando corretamente as componentes mais relevantes.

De início, optamos por utilizar um modelo linear com as 3 componentes principais para cada parâmetro. Após fazer este ajuste, examinamos os gráficos de resíduos contra os parâmetros ajustados para verificar se não havia nenhuma tendência. Esta análise indicou que o modelo linear não era o mais adequado a ser usado para a temperatura efetiva e metalicidade. Já para a gravidade verificamos que ela só está correlacionada com PC2. Em função disto, testamos ajustar o modelo quadrático completo para temperatura efetiva e metalicidade. Analisamos, novamente, os gráficos de resíduos para o novo modelo. Os gráficos para temperatura efetiva e metalicidade se mostraram bem comportados, i.e., sem tendência, já para a gravidade o resultado utilizando apenas PC2 não foi tão bom, mas foi o melhor que obtivemos. Além disso, analisamos se todos os termos do modelo quadrático eram relevantes para o ajuste. Para a temperatura efetiva e metalicidade testamos vários ajustes removendo os termos de menor relevância — se o valor do coeficiente era da ordem do erro, ele foi eliminado — e sempre a partir dos termos de maior ordem. Também verificamos os gráficos de resíduos de cada parâmetro contra os outros dois parâmetros para investigar se ainda havia alguma dependência residual de um parâmetro com os demais que não tenha sido contabilizada.

Após toda a análise acima mencionada, conseguimos calibrar satisfatoriamente a temperatura efetiva e a metalicidade. Para a gravidade, encontramos dificuldade em ajustar um modelo regressivo por ela estar fracamente correlacionada apenas com PC2. Além disso, o gráfico de resíduo contra o valor ajustado mostrou uma tendência. Apesar disso, a melhor calibração obtida para a gravidade foi utilizando apenas PC2. Uma possível explicação para esse fato é o pequeno domínio da gravidade de nossa amostra, o que não se verifica para temperatura efetiva e metalicidade. Com efeito, examinando as figuras 2.1 e 2.2 e considerando que os erros aproximados de T_{ef} , $[\text{Fe}/\text{H}]$ e $\log g$ são, respectivamente, 50 K, 0.05 dex e 0.10 dex, verificamos que os domínios destes parâmetros são, na devida ordem, 14, 16 e 5 vezes o valor de suas incertezas. Assim, este fato estatístico empresta uma menor significância à influência de $\log g$ em nossa amostra. Segue abaixo as calibrações finais adotadas para cada parâmetro, bem como os valores dos coeficientes, seus respectivos erros e o erro do ajuste.

Temperatura efetiva:

$$T_{ef} = a_0 + a_1PC1 + a_2PC2 + a_3PC3 + a_4(PC1 \times PC3) + a_5PC1^2 + a_6PC3^2, \quad (4.9)$$

erro do ajuste = 29 K.

Metalicidade:

$$[Fe/H] = b_0 + b_1PC1 + b_2PC2 + b_3PC3 + b_4(PC1 \times PC3) + b_5PC1^2 + b_6PC3^2, \quad (4.10)$$

erro do ajuste = 0.05 dex.

Gravidade:

$$\log g = c_0 + c_1PC2, \quad (4.11)$$

erro do ajuste = 0.12 dex.

TABELA 4.1: Coeficientes das calibrações da temperatura efetiva, metalicidade e gravidade, e seus respectivos erros, utilizando o método PCA.

Coeficiente	Valor	Erro
a_0	5850.8201	4.6999
a_1	-11.5863	0.4127
a_2	38.8097	1.5766
a_3	68.8431	8.9791
a_4	-1.8593	0.7965
a_5	-0.2578	0.0356
a_6	-1.8514	0.3395
b_0	0.0538	0.0076
b_1	0.0175	0.0006
b_2	0.0526	0.0023
b_3	0.0497	0.0138
b_4	-0.0058	0.0012
b_5	-0.0005	0.0001
b_6	-0.0055	0.0006
c_0	4.3186	0.0119
c_1	-0.0415	0.0051

Ressaltamos que os erros obtidos para cada ajuste (29 K, 0.05 dex e 0.12 dex para temperatura efetiva, metalicidade e gravidade, respectivamente), que são os erros de

calibração de cada parâmetro, possuem valores muito próximos aos erros dos parâmetros de entrada dados na tabela 2.1.

4.2 Derivação dos parâmetros da amostra de estudo

Para determinar os parâmetros atmosféricos de uma estrela da amostra de estudo, precisamos de suas componentes principais para cada um de seus espectros. Como o número de medidas de larguras equivalentes de cada índice está restrito ao número de diferentes observações disponíveis para aquela estrela, para percorrer todo o espaço amostral de parâmetros atmosféricos é interessante gerar medidas sintéticas dos índices de um espectro.

Existem muitos métodos de geração de dados sintéticos aleatórios. Um deles é o método de Monte Carlo, que tem como objetivo determinar parâmetros a partir da geração de valores para variáveis aleatórias sujeitas a critérios pré-determinados. Este é o método que aplicamos em nossa amostra utilizando um algoritmo implementado em Python por um dos membros do nosso grupo.

Primeiro, selecionamos as estrelas com múltiplas observações e calculamos, para cada índice usado, o desvio padrão de suas larguras equivalentes observadas, que utilizamos como erro para aquele índice tanto para as estrelas com observações múltiplas quanto para as estrelas com uma única observação. Na figura 4.4 ilustramos esta dispersão percentual em função dos índices classe 1 utilizados.

Em seguida, supomos que a largura equivalente de cada um dos k índices, para cada espectro l (de acordo com a tabela 4.2), segue, *a priori*, uma distribuição gaussiana de média igual à largura equivalente medida para aquele índice e de desvio padrão igual ao erro mencionado acima. Como exemplo, a equação (4.12) é a gaussiana associada a largura equivalente do índice 1 ($i1$) do espectro 1 (spec1) e cujo valor médio é igual a EW_1^1 e desvio padrão igual a σ_{i1} .

TABELA 4.2: Ilustração da tabela composta por todos os espectros e todos os índices da amostra de estudo.

	$i1$	$i2$	\dots	ik
spec1	EW_1^1	EW_2^1	\dots	EW_k^1
spec2	EW_1^2	EW_2^2	\dots	EW_k^2
spec3	EW_1^3	EW_2^3	\dots	EW_k^3
\vdots	\vdots	\vdots	\vdots	\vdots
spec l	EW_1^l	EW_2^l	\dots	EW_k^l

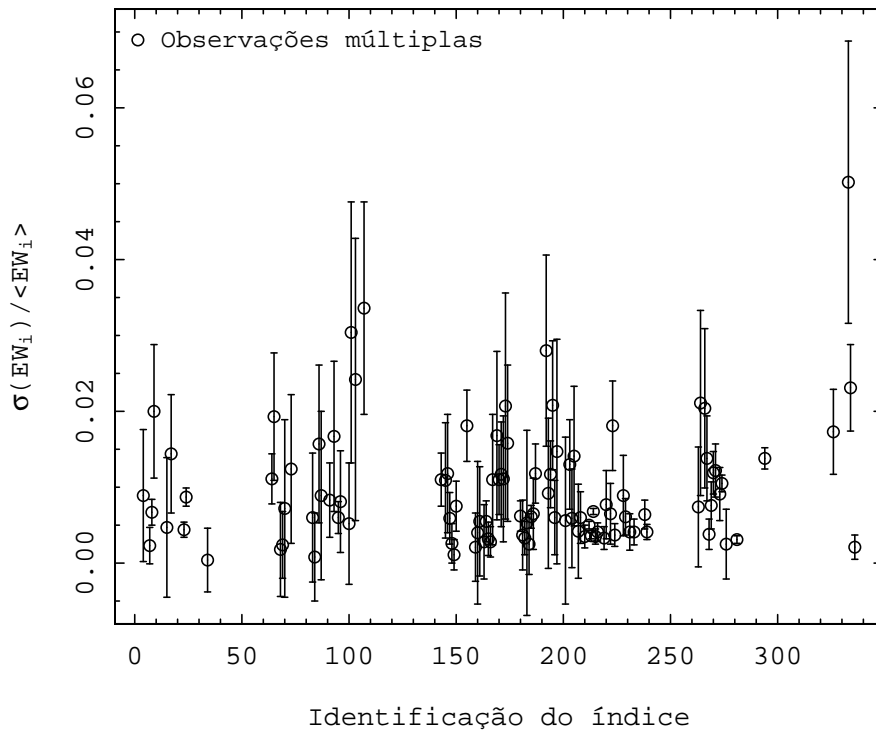


FIGURA 4.4: Dispersão percentual dos índices classe 1 utilizados calculada a partir das múltiplas observações.

$$G_{\text{spec1}}^{i1} = \frac{1}{\sqrt{2\pi} \sigma_{i1}} \exp \left[-\frac{(i1 - EW_i^1)^2}{2 \sigma_{i1}^2} \right]. \quad (4.12)$$

Geramos 1000 larguras equivalentes para cada índice de um espectro utilizando uma simulação de Monte Carlo. Quando aplicamos o método de PCA para a amostra de calibração, determinamos os coeficientes da matriz \mathbf{E} (cf. o parágrafo anterior à Eq. (4.3)) de transformação da base de larguras equivalentes para a base de componentes principais. Como as estrelas da amostra de estudo fazem parte do mesmo grupo das estrelas da amostra de calibração (são estrelas de tipo solar que foram observadas com o mesmo instrumento), é perfeitamente válido dizer que as direções de maior variância de seu conjunto de larguras equivalentes são as mesmas que as da amostra calibradora. Neste caso, para cada simulação de um conjunto de larguras equivalentes existe um conjunto de componentes principais que é univocamente determinado pelas equações (4.2) apropriadas. Conforme visto no processo de calibração, aqui também utilizaremos as três primeiras componentes principais. Desta forma, ao realizar as 1000 simulações, geramos 1000 trios de componentes principais para aquele espectro. Aplicando os valores de cada terno às equações de calibração (4.9), (4.10) e (4.11), determinamos distribuições com 1000 valores para cada um dos parâmetros atmosféricos de um dado espectro. O valor final da medida de um destes parâmetros atmosféricos é o valor médio da distribuição

do parâmetro e sua incerteza, o desvio padrão da distribuição. Este é o erro interno inserido pela utilização dos desvios das medidas dos índices no método de Monte Carlo.

Aplicamos esse procedimento para cada espectro dos objetos cujos parâmetros queremos determinar. Com efeito, para uma estrela com n observações esse desenvolvimento nos permite obter n conjuntos de distribuições de parâmetros atmosféricos e, portanto, n medidas para os parâmetros atmosféricos conforme o procedimento acima descrito.

Como teste, realizamos os procedimentos detalhados acima para a amostra de calibração a fim de checar a consistência dos parâmetros obtidos pela nossa calibração PCA com aqueles oriundos da literatura. Os resultados estão ilustrados nas figuras 4.5, 4.6 e 4.7. Notamos que para a temperatura efetiva a calibração recupera os valores da literatura de maneira satisfatória, enquanto para a gravidade a calibração não foi tão boa como desejávamos, o que já era esperado (cf. seção 4.1.2). Além disso, para a metalicidade vemos claramente que existe um *outlier* na parte inferior direita do gráfico decorrente do fato de que não realizamos *clipping*. Ressaltamos que esta estrela é pobre em metais de acordo com a literatura e está localizada em uma parte pouco povoada da figura e, portanto, uma investigação mais detalhada deste objeto deve ser feita. De acordo com os procedimentos descritos anteriormente, os parâmetros atmosféricos derivados para os espectros da amostra de estudo estão listados na tabela 4.3.

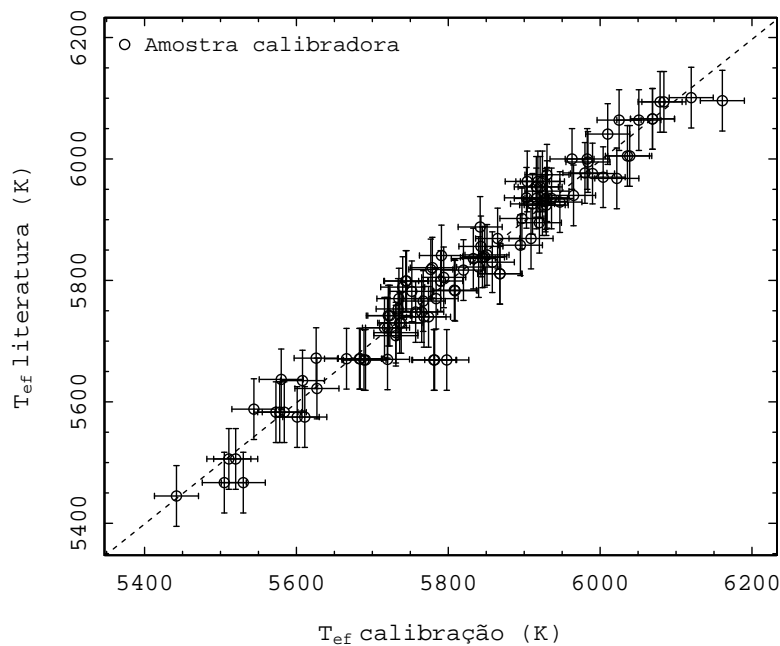


FIGURA 4.5: Comparação entre as temperaturas efetivas das estrelas de calibração obtidas da literatura e suas temperaturas efetivas calculadas por meio da calibração PCA. As incertezas adotadas para as temperaturas efetivas da literatura e da calibração são aquelas das tabelas 2.1 e 4.3, respectivamente.

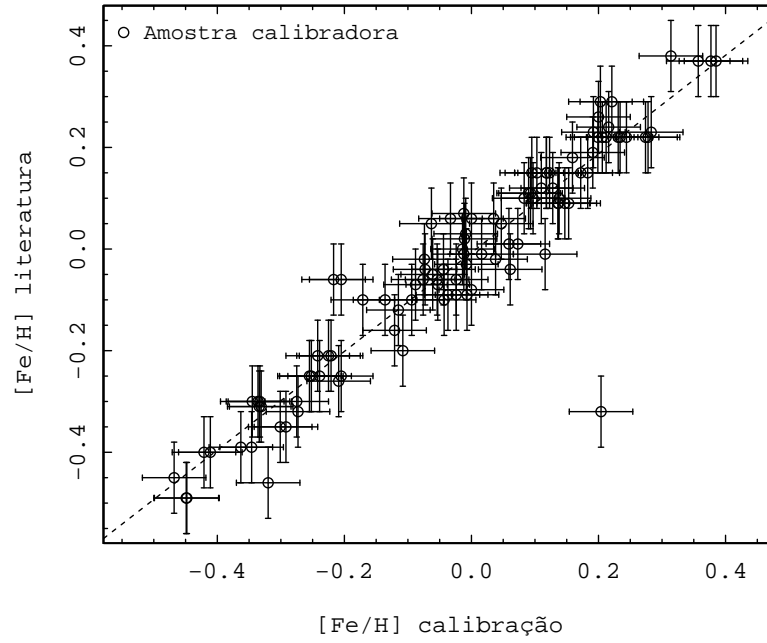


FIGURA 4.6: Comparação entre as metalicidades das estrelas de calibração obtidas da literatura e suas metalicidades calculadas por meio da calibração PCA. As incertezas adotadas para as metalicidades da literatura e da calibração são aquelas das tabelas 2.1 e 4.3, respectivamente.

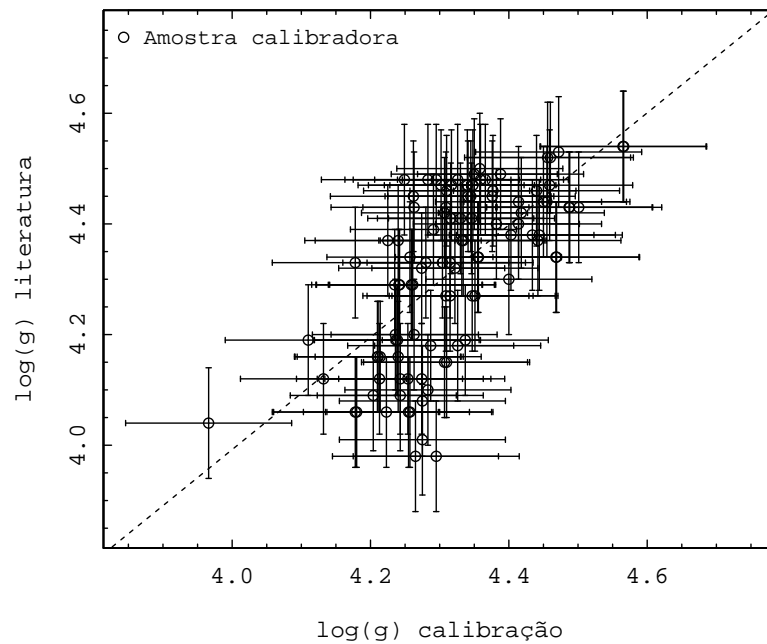


FIGURA 4.7: Comparação entre as gravidades das estrelas de calibração obtidas da literatura e suas gravidades calculadas por meio da calibração PCA. As incertezas adotadas para as gravidades da literatura e da calibração são aquelas das tabelas 2.1 e 4.3, respectivamente.

TABELA 4.3: Parâmetros atmosféricos para a amostra de estudo derivados a partir da calibração PCA (calib) utilizando índices espectrais no domínio do violeta. Os erros associados a temperatura, metalicidade e gravidade são, respectivamente, 30 K, 0.051 dex e 0.120 dex.

Identificação	$T_{\text{ef}}^{\text{calib}}$ (K)	$[\text{Fe}/\text{H}]^{\text{calib}}$	$\log g^{\text{calib}}$	S/R
HD 71334 a	5762	-0.025	4.384	468
HD 71334 b	5744	-0.047	4.389	951
HD 98649 a	5753	-0.038	4.396	587
HD 98649 b	5754	-0.046	4.387	667
HD 115382	5772	-0.125	4.415	349
HD 118598	5818	+0.004	4.366	546
HD 138573	5762	-0.017	4.390	635
HD 140690	5784	+0.039	4.353	381
HD 146233 a	5766	+0.025	4.357	327
HD 146233 b	5820	+0.038	4.352	412
HD 146233 c	5800	+0.025	4.342	787
HD 146233 d	5825	+0.069	4.314	656
HD 146233 e	5812	+0.032	4.343	822
HD 150248 a	5739	-0.074	4.399	538
HD 150248 b	5814	+0.019	4.362	593
HD 164595	5774	-0.068	4.397	583
BD+15 3364	5748	+0.070	4.334	413
Ganimedes a	5746	+0.004	4.387	572
Ganimedes b	5751	-0.019	4.382	796
Vesta	5744	-0.018	4.385	680

Os erros associados aos parâmetros da tabela 4.3 são de 30 K, 0.051 dex e 0.120 dex para temperatura, metalicidade e gravidade, respectivamente. Estas incertezas são resultantes de uma composição, apenas, dos erros internos que são os erros de todos os procedimentos utilizados para derivar os parâmetros atmosféricos — erro da calibração (associado às incertezas dos índices) e erro matemático da calibração (relativo aos coeficientes). A cada parâmetro ainda deve ser contabilizado um erro externo decorrente da maneira como o parâmetro foi, originalmente, obtido. Não consideramos este erro na tabela, nem para nossa análise posterior.

Capítulo 5

Discussão dos resultados

5.1 Comparação entre os parâmetros atmosféricos derivados do violeta e os da literatura

Derivamos na seção 4.2 os parâmetros atmosféricos da amostra de estudo empregando as calibrações (4.9), (4.10) e (4.11), derivadas a partir dos índices do violeta. Estes resultados estão disponíveis na tabela 4.3. Agora, analisamos, separadamente, a significância estatística da diferença de cada parâmetro, de cada objeto, em relação aos valores da literatura — resultados encontrados por Porto de Mello et al. (2014) e listados na tabela 5.1 — e em relação ao Sol ($T_{\text{ef}} = 5777$ K, $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$ e $\log g = 4.44$). Usamos estes resultados para determinar se existe diferença significativa entre o método dos índices espectrais no violeta e análises no visível em derivar parâmetros atmosféricos para as candidatas a análogas e gêmeas solares da nossa amostra de estudo.

TABELA 5.1: Parâmetros atmosféricos das mesmas estrelas da tabela 4.3 determinados na literatura (Porto de Mello et al., 2014) por meio de uma análise espectroscópica no visível.

Identificação	$T_{\text{ef}}^{\text{lit}} \pm \sigma$ (K)	$[\text{Fe}/\text{H}]^{\text{lit}} \pm \sigma$	$\log g^{\text{lit}} \pm \sigma$
HD 71334	5710 ± 30	-0.06 ± 0.04	4.44 ± 0.07
HD 98649	5775 ± 30	-0.02 ± 0.04	4.44 ± 0.08
HD 115382	5775 ± 30	-0.08 ± 0.04	4.39 ± 0.10
HD 118598	5755 ± 40	$+0.02 \pm 0.08$	4.44 ± 0.08
HD 138573	5750 ± 40	$+0.00 \pm 0.08$	4.41 ± 0.06
HD 140690	5785 ± 40	$+0.06 \pm 0.08$	4.39 ± 0.08
HD 146233	5795 ± 30	-0.03 ± 0.04	4.42 ± 0.05
HD 150248	5750 ± 40	-0.04 ± 0.08	4.39 ± 0.06
HD 164595	5790 ± 40	-0.04 ± 0.08	4.44 ± 0.05
BD+15 3364	5785 ± 30	$+0.07 \pm 0.08$	4.44 ± 0.10

Comparamos os parâmetros atmosféricos derivados pela calibração PCA com os valores da literatura por meio da quantidade $(T_{\text{ef}}^{\text{calib}} - T_{\text{ef}}^{\text{lit}})/\sigma^{\text{calib}}$, e o mesmo para $[\text{Fe}/\text{H}]$ e $\log g$. O cálculo desta variável é interessante pois ela considera as diferenças dos parâmetros diante de seus erros correspondentes de determinação, constituindo, na prática, uma variável padronizada no sentido estatístico. Com isto, determinamos a significância estatística entre os valores desse trabalho e os valores no visível, no que diz respeito à significância estatística da diferença entre os parâmetros atmosféricos das estrelas de estudo e os correspondentes valores da literatura. Atribuímos uma “Nota^{lit}” que indica se o valor (diferença entre os parâmetros) é estatisticamente significativo dentro de 1σ , nota 1, dentro de 2σ , nota 2, ou dentro de 3σ , nota 3. Realizamos o mesmo procedimento para a comparação com os valores dos parâmetros solares ($T_{\text{ef}} = 5777$ K, $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$ e $\log g = 4.44$), aos quais atribuímos uma “Nota^{Sol}” de acordo com o critério $(T_{\text{ef}}^{\text{calib}} - T_{\text{ef}}^{\text{Sol}})/\sigma^{\text{calib}}$. Para as estrelas que possuem mais de um espectro, utilizamos os mesmos valores solares para calcular suas notas em relação ao Sol a fim de individualizar a contribuição de cada espectro. Os resultados obtidos para esta análise estão na tabela 5.2.

TABELA 5.2: Significância estatística das diferenças dos parâmetros atmosféricos da amostra de estudo, exibidos na tabela 4.3, em relação aos parâmetros da literatura, tabela 5.1, e em relação ao Sol ($T_{\text{ef}} = 5777$ K, $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$ e $\log g = 4.44$). Nota^{lit} é nota atribuída às significâncias estatísticas das diferenças dos parâmetros dos espectros derivados nesse trabalho em relação aos valores do visível, tomados da literatura. Nota^{Sol} é o mesmo, porém comparando o resultado de cada espectro com os parâmetros do solares.

Identificação	T_{ef}		$[\text{Fe}/\text{H}]$		$\log g$	
	Nota ^{lit}	Nota ^{Sol}	Nota ^{lit}	Nota ^{Sol}	Nota ^{lit}	Nota ^{Sol}
HD 71334 a	2	1	1	1	1	1
HD 71334 b	2	2	1	1	1	1
HD 98649 a	1	1	1	1	1	1
HD 98649 b	1	1	1	1	1	1
HD 115382	1	1	1	3	1	1
HD 118598	3	1	1	1	1	1
HD 138573	1	1	1	1	1	1
HD 140690	1	1	1	1	1	1
HD 146233 a	1	1	2	1	1	1
HD 146233 b	1	2	2	1	1	1
HD 146233 c	1	1	2	1	1	1
HD 146233 d	1	2	2	2	1	2
HD 146233 e	1	2	2	1	1	1
HD 150248 a	1	2	1	2	1	1
HD 150248 b	3	2	2	1	1	1
HD 164595	1	1	1	2	1	1
BD+15 3364	2	1	1	2	1	1
Ganimedes a	-	2	-	1	-	1
Ganimedes b	-	1	-	1	-	1
Vesta	-	2	-	1	-	1

Observamos desta tabela que a maioria das estrelas possui diferenças de parâmetros com significância dentro de 1σ tanto em comparação com os valores da literatura como em relação ao Sol, i.e., seus parâmetros atmosféricos não podem ser distinguidos dos solares dentro de 1σ , o que torna a estrela uma excelente análoga solar (considerando o parâmetro em questão). Em especial a gravidade, associada às duas últimas colunas da tabela, é indistinguível da solar dentro de 1σ em comparação com a literatura para todos os objetos, e só não é significativa a 1σ em relação ao Sol para um dos espectros da estrela **HD 146233**. Isto é provavelmente fortuito, pois a gravidade foi o parâmetro de mais difícil calibração e, ainda assim, a calibração feita não foi tão satisfatória quanto as dos demais parâmetros. O alto valor de erro atribuído a este parâmetro deve ser o responsável por essa alta significância, já que seu domínio de valores em nossa amostra é pequeno. Para temperatura efetiva e metalicidade encontramos valores com acordo dentro de 3σ , sendo a maioria dentro de 2σ . Notamos que, de modo geral, nossos resultados concordam com os valores da literatura, indicando que nosso método é capaz de obter parâmetros atmosféricos de forma competitiva.

Considerando que a determinação dos parâmetros atmosféricos realizada nesse trabalho não está ancorada no Sol do mesmo modo que a determinação feita no visível por Porto de Mello et al. (2014) está, pelo fato de ele não ter sido utilizado diretamente na calibração, uma vez que dispomos de três objetos que o representam (2 espectros de Ganimedes e 1 de Vesta) podemos testar como nosso procedimento recupera os parâmetros atmosféricos solares. Observamos que os valores derivados para cada espectro usado para representar o espectro solar são diferentes de acordo com a tabela 4.3. Como na análise da significância estatística das diferenças entre os parâmetros estelares e o solar usamos valores comumente adotados para os parâmetros atmosféricos do Sol para calcular $Nota^{lit}$, testamos, então, utilizar valores médios para estes parâmetros. Deste modo, consideramos $T_{ef} = 5747 \pm 17$ K, $[Fe/H] = -0.011 \pm 0.029$ e $\log g = 4.385 \pm 0.069$, que é a média dos parâmetros com seus respectivos erros, que foram calculados considerando que as três determinações de parâmetros atmosféricos solares (uma de cada espectro) são independentes entre si.

Ao realizar o procedimento do parágrafo anterior, notamos que existe uma pequena evidência de desvio da temperatura efetiva determinada pela calibração em direção às baixas temperaturas. Isto porque, dentre os três parâmetros atmosféricos solares determinados pelos espectros de Ganimedes e Vesta, a temperatura efetiva é a única que difere do valor canônico solar ($T_{ef} = 5777$ K) com alguma significância estatística, no limite de 2σ . A metalicidade e gravidade estão bem comportadas, apesar do possível erro sistemático previamente encontrado para a gravidade, que não é evidenciado dentro de 1σ devido ao alto erro associado a este parâmetro. Assim, a título de teste, aplicamos uma correção de 30 K para todas as temperaturas efetivas derivadas a fim de corrigir o ponto

zero da calibração utilizada e calculamos novas notas com estes valores. Empregando o mesmo critério de significância estatística, observamos que o acordo geral dos nossos resultados da calibração em relação aos parâmetros da literatura e aos solares permaneceram inalterados, ou revelou-se pior em alguns casos. Concluímos, então, não haver necessidade de realizar essa correção. Assim, mantivemos os parâmetros atmosféricos tal como determinados pela calibração PCA, sem qualquer alteração.

Enfatizamos que a análise feita acima foi realizada considerando apenas os erros internos dos parâmetros tal como determinados na seção 4.2 para a amostra de estudo no violeta, e tomando apenas os valores médios dos parâmetros da literatura, sem considerar suas incertezas. Nos gráficos a seguir, figuras 5.1 e 5.2, ilustramos a distribuição dos parâmetros da amostra de estudo determinados pela calibração PCA em comparação com os parâmetros atmosféricos da literatura de acordo com a tabela 5.1. De acordo o gráfico 5.1, considerando as estrelas da amostra de estudo em termos dos parâmetros atmosféricos obtidos por nossa calibração PCA, vemos que existe uma separação de objetos de modo que as estrelas de temperatura efetiva maior do que a solar estão agrupadas na parte superior direita do gráfico no sentido de serem mais ricas em metais do que o Sol. Já as estrelas de menor temperatura efetiva estão aglomeradas na parte inferior, apresentando metalicidade menor do que a solar, com exceção da estrela **BD+15 3364** e dos espectros **HD 146233 a** e **Ganimedes a**, que forneceram metalicidades maiores. Tal comportamento não é observado nos parâmetros da literatura, que aparentam estar distribuídos ao redor do Sol sem discriminação.

Com base na figura 5.2, comparando as estrelas como anteriormente, vemos que, de acordo com o nosso método de determinação de parâmetros, estrelas com temperatura efetiva maior do que o Sol possuem valores menores do que o solar para a gravidade superficial. Estas estrelas estão espalhadas na parte inferior direita do gráfico. É possível localizar outro grupo de estrelas que está mais próximo do Sol. Este conjunto engloba objetos cujas temperaturas efetivas e gravidades são menores do que a solar, mas as gravidades ainda são maiores do que as do grupo anterior. Ao analisar esse gráfico notamos um possível comportamento sistemático dos parâmetros derivados em nosso trabalho para as estrelas de estudo em direção à baixas gravidades, o que poderia estar associado à calibração deste parâmetro. Já os parâmetros da literatura estão mais bem distribuídos ao redor do Sol, com gravidade solar ou valores um pouco mais baixos. Não sendo, portanto, evidente o possível efeito sistemático dos parâmetros por nós derivados para a amostra de estudo.

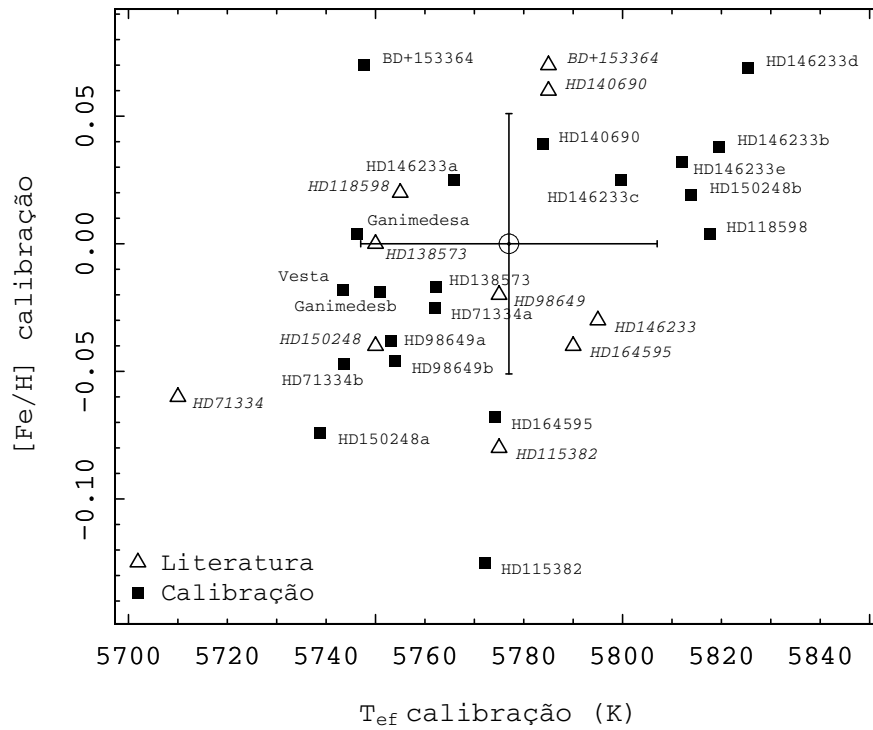


FIGURA 5.1: Distribuição da amostra de estudo no espaço de metalicidade e temperatura efetiva de acordo com seus parâmetros atmosféricos derivados pela calibração PCA. Além disso, representamos em triângulos as mesmas estrelas considerando seus parâmetros atmosféricos da literatura. As incertezas dos dois parâmetros são aquelas da tabela 4.3.

5.2 Comparação entre os parâmetros atmosféricos derivados do violeta com os solares

Na seção anterior comparamos os valores dos parâmetros atmosféricos derivados nesse trabalho (utilizando o domínio do violeta) com os valores da literatura (usando a região do visível) em termos da significância estatística da diferença dos parâmetros. Agora, queremos investigar esta significância entre os parâmetros que encontramos e os valores canônicos adotados para o Sol ($T_{\text{ef}} = 5777$ K, $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$ e $\log g = 4.44$). Da tabela 5.2 já temos a comparação dos parâmetros atmosféricos das candidatas a gêmeas e análogas solares, derivados dos índices espectrais do violeta, com os parâmetros solares. Agora, comparamos os parâmetros atmosféricos derivados do visível, tomados da literatura, calculando $(T_{\text{ef}}^{\text{lit}} - T_{\text{ef}}^{\text{Sol}})/\sigma^{\text{lit}}$ e o mesmo para $[\text{Fe}/\text{H}]$ e $\log g$. Para este cálculo consideramos os erros dos parâmetros atmosféricos da literatura de acordo com a tabela 5.1. Diferentemente dos parâmetros atmosféricos derivados do violeta, os erros dos parâmetros do visível são diferentes de estrela para estrela, o que foi levando em conta ao utilizar as incertezas dos parâmetros da literatura. Os resultados destes procedimento estão na tabela 5.3.

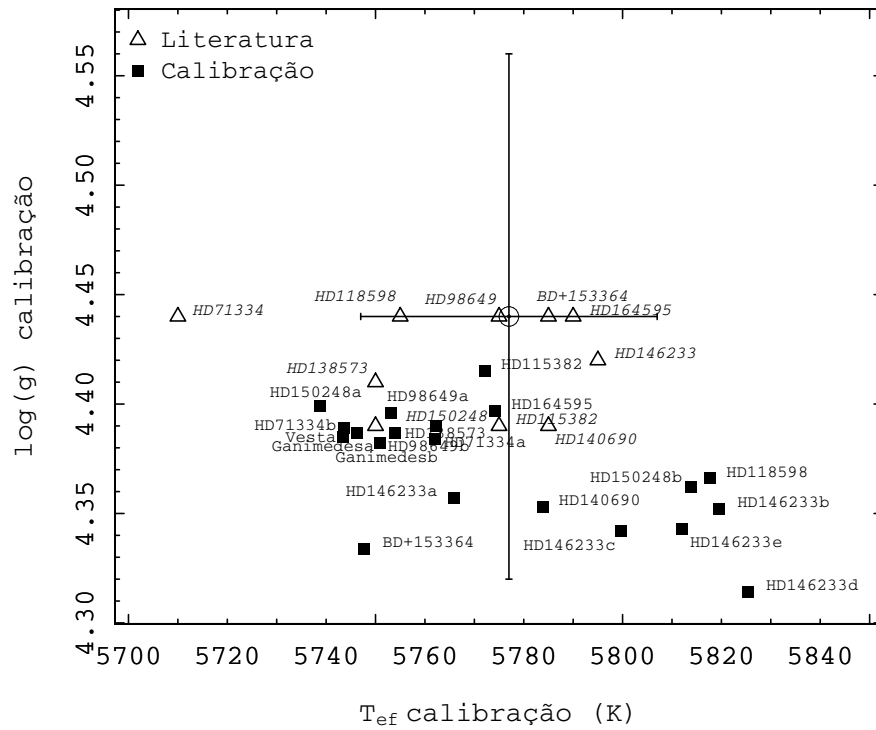


FIGURA 5.2: Distribuição da amostra de estudo no espaço de gravidade e temperatura efetiva de acordo com seus parâmetros atmosféricos derivados pela calibração PCA. Além disso, representamos em triângulos as mesmas estrelas de acordo com seus parâmetros atmosféricos da literatura. As incertezas dos dois parâmetros são aquelas da tabela 4.3.

TABELA 5.3: Significância estatística da diferença dos parâmetros atmosféricos da literatura, exibidos na tabela 5.1, em relação ao Sol. Nota^{Sol} é a nota atribuída à significância estatística do parâmetro da literatura em relação ao Sol.

Identificação	T_{ef}	$[\text{Fe}/\text{H}]$	$\log g$
	Nota^{Sol}	Nota^{Sol}	Nota^{Sol}
HD 71334	3	2	1
HD 98649	1	1	1
HD 115382	1	2	1
HD 118598	1	1	1
HD 138573	1	1	1
HD 140690	1	1	1
HD 146233	1	1	1
HD 150248	1	1	1
HD 164595	1	1	1
BD+15 3364	1	1	1

Salientamos que a determinação dos status das estrelas da amostra de estudo como análogas ou gêmeas solares aqui realizada não contempla os parâmetros estruturais dos objetos, tais como massa, luminosidade, idade, atividade cromosférica e grau evolutivo. No entanto, estes parâmetros foram importantes para que Porto de Mello et al. (2014) classificassem suas melhores gêmeas solares ou considerassem as estrelas apenas como análogas. Neste sentido, analisamos as melhores candidatas a análogas e gêmeas solares de Porto de Mello et al. (2014) em um contexto apenas de análogas solares, sendo esta informação disponibilizada pelos espectros no violeta.

De acordo com a tabela 5.3 que fornece informações do domínio do visível, notamos que a maioria das estrelas possui nota 1 nas diferenças de todos os parâmetros atmosféricos. As exceções são a estrela **HD 71334**, que possui a temperatura efetiva com nota 3 e a gravidade com nota 2, e a estrela **HD 115382**, que possui nota 2 para a gravidade. Desta forma, comparando os parâmetros obtidos a partir da análise espectroscópica no visível com os valores solares não somos capazes de discriminar de forma sensível quais estrelas são as melhores análogas solares. Ou seja, o visível parece ser pouco discriminatório em termos destas estrelas em comparação com o violeta, já que apresenta nota 1 para a maioria e, portanto, todas (exceto as estrelas acima mencionadas) são igualmente classificadas como boas análogas.

Já para o violeta, com base nas colunas 3, 5 e 7 da tabela 5.2, observamos que diversos espectros, de diferentes estrelas, têm nota diferente de 1, o que parece sugerir um maior poder discriminatório. A seguir mencionamos cada caso e comparamos, brevemente, os dados do violeta (tabela 4.3) com os do visível (tabela 5.1) no que diz respeito à semelhança de cada estrela com o Sol e sua classificação como análoga solar.

HD 71334 b, possui nota 2 em temperatura efetiva, apesar disso ela é mais semelhante ao Sol no violeta do que no visível.

HD 115382, tem nota 3 em metalicidade e sua metalicidade é menos similar do que a solar no violeta em comparação com o visível.

HD 146233 b,d,e, possuem nota 2 em temperatura efetiva e **HD 146233 d** nota 2 em todos os parâmetros. Para esta estrela em especial, que é uma gêmea solar conhecida no visível, notamos que para todos os espectros obtemos temperaturas efetivas e metalicidades maiores do que os valores solares, exceto para a temperatura efetiva do espectro **HD 146233 a** que é mais baixa. Isto está em acordo com o visível para a temperatura efetiva e em discordância para a metalicidade, que é mais baixa de acordo com nossa análise. Tal resultado é interessante pois na literatura encontramos trabalhos que determinaram que essa estrela é mais quente e mais rica do que o Sol, por exemplo, a

compilação de análises recentes da HD 146233 feita por (Meléndez et al., 2014), resultado que é confirmado, também, por nossa análise.

HD 150248 a,b, têm nota 2 em temperatura e **HD 150248 a** nota 2 em metalicidade. Para esta estrela temos dois espectros com parâmetros bastantes distintos e diferentes do Sol, o que é intrigante uma vez que, de acordo com Porto de Mello et al. (2014), ela é uma ótima análoga solar e excelente candidata a gêmea.

HD 164595, possui nota 2 em metalicidade e é mais pobre do que o Sol no violeta do que no visível. O espectro violeta deste objeto merece ser estudado em maior detalhe.

BD+15 3364, tem nota 2 em metalicidade e é mais rica do que o Sol no violeta e no visível.

Notamos que algumas estrelas possuem nota 1 em todos os parâmetros. Estas são as melhores análogas solares conforme evidenciado por nossa análise no violeta. São elas: **HD 98649** (considerando os espectros a e b), **HD 118598**, **HD 138573** e **HD 140690**. Além disso, com base no violeta, observamos que os espectros de Ganimedes e Vesta recuperam satisfatoriamente os valores solares, uma vez que quase todos estão dentro de 1σ em todos os parâmetro. Com isso, determinamos que, dentre estes objetos, **Ganimedes b** é o que melhor concorda com o Sol por ter nota 1 em todos os parâmetros. Também, sugerimos que nosso método de índices espectrais definidos no violeta é capaz de discriminar diferenças de características espectrais que escapam da detecção pelos métodos tradicionais com dados do visível, já que praticamente toda a amostra foi classificada com nota 1 em todos os parâmetros atmosféricos neste domínio.

De acordo com a análise feita acima, sugerimos que o violeta é mais sensível do que o visível no sentido de ser capaz de discriminar com melhor eficácia entre objetos da mesma classe (estrelas de tipo solar). No visível, as estrelas de tipo solar demonstram menores diferenças em suas características espectrais em comparação com o violeta, de modo que parece haver menor poder de discriminação para identificar melhores análogas. Apesar de nosso estudo ser preliminar, encontramos evidências da sensibilidade do violeta e concluímos que é interessante continuar explorando este domínio.

5.3 Estudo preliminar das bandas moleculares do CH e do CN

Outro objetivo desse trabalho é investigar a sensibilidade das moléculas do CH (4310 Å, violeta) e do CN (3850 Å, ultravioleta) à variação dos parâmetros atmosféricos. Desde os trabalhos de Hardorp (Hardorp, 1978, 1980a,b, 1981, 1982; Hardorp & Tomkin, 1983;

Hardorp et al., 1982), que buscaram por estrelas similares ao Sol utilizando o ultravioleta e a banda do CN, sabemos que estas moléculas são especialmente sensíveis em estrelas de tipo solar. Este fato é muito pouco explorado na literatura, sendo Porto de Mello et al. (2014) um dos trabalhos mais recentes que abordam o estudo destas moléculas no contexto de estrelas de tipo solar. Neste trabalho, os autores estudam de maneira essencialmente qualitativa a similaridade entre as bandas do CH e do CN por espectros de razão entre análogas solares e o Sol, representado por Ganimedes, e determinam que estas moléculas devem ser mais bem exploradas.

Valendo-nos de resultados obtidos pelos trabalhos acima mencionados e já com o conhecimento dos parâmetros atmosféricos das melhores análogas e candidatas a gêmeas da amostra, derivados pela calibração PCA (cf. tabela 4.3), analisamos preliminarmente para este seletivo grupo de estrelas se o CH e o CN são apropriados para distinguir estes objetos. Para isto, selecionamos duas extensões do espectro que abarcam o domínio de influência espectral destas moléculas a partir das diferenças observadas dos espectros de razão de análogas e do Sol de acordo com a figura 5 de Porto de Mello et al. (2014). Estas regiões são $4290 \rightarrow 4320 \text{ \AA}$ para o CH e $3840 \rightarrow 3890 \text{ \AA}$ para o CN. O método que adotamos foi definir, dentro dos regimes de influência citados, um domínio no qual a sensibilidade das moléculas seja máxima e medir suas larguras equivalentes a fim de correlacioná-las com os parâmetros atmosféricos.

Para o CH este procedimento foi imediato pois já possuímos os espectros degradados e normalizados, mas, para o CN, foi preciso degradar e normalizar os espectros de acordo com especificações já descritas (cf. seção 2.2). Em relação ao CN, ressaltamos que não foi possível fazer um estudo abrangente do domínio do ultravioleta como realizamos para o violeta dadas as grandes dificuldades de identificação da posição do contínuo aparente nos espectros FEROS para comprimentos de onda inferiores a cerca de 3900 \AA . Portanto, a normalização e análise foi realizada estritamente considerando apenas as estrelas da amostra de estudo.

Com os espectros degradados e normalizados no domínio previamente mencionado, estabelecemos as regiões de influência máxima das moléculas como sendo de $4307.7 \rightarrow 4314.5 \text{ \AA}$ para o CH e de $3866.7 \rightarrow 3873.7 \text{ \AA}$ para o CN, como visto nas figuras 5.3 e 5.4.

Com isso, medimos as larguras equivalentes EW_{CH} e EW_{CN} (cf. seção 3.2) dos espectros da amostra de estudo nestas regiões e criamos os gráficos 5.5a, 5.5b, 5.6a, 5.6b, 5.7a e 5.7b em função dos parâmetros atmosféricos. Nestas imagens, as incertezas usadas para as larguras equivalentes do CH e do CN foram adotadas como o desvio padrão das medidas das regiões de máxima sensibilidade das moléculas considerando os

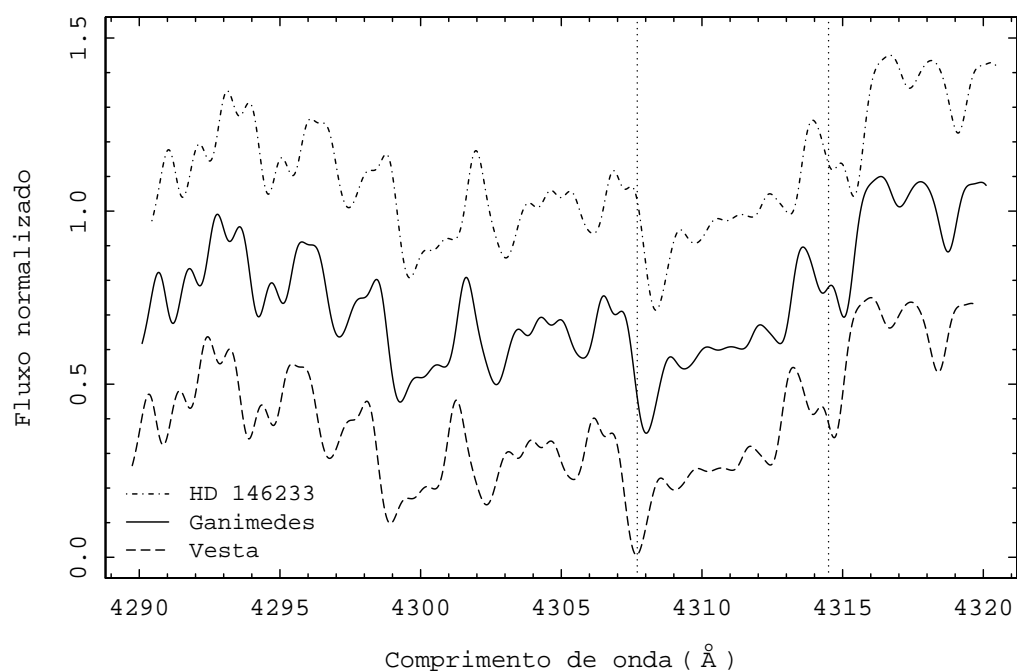


FIGURA 5.3: Ilustração do domínio de influência da banda do CH para um dos espectros da estrela HD 146233, um dos espectros de Ganimedes e Vesta. Os espectros foram deslocados arbitrariamente no eixo vertical para melhor visualização. A região entre as linhas pontilhadas verticais é o domínio de maior influência do CH.

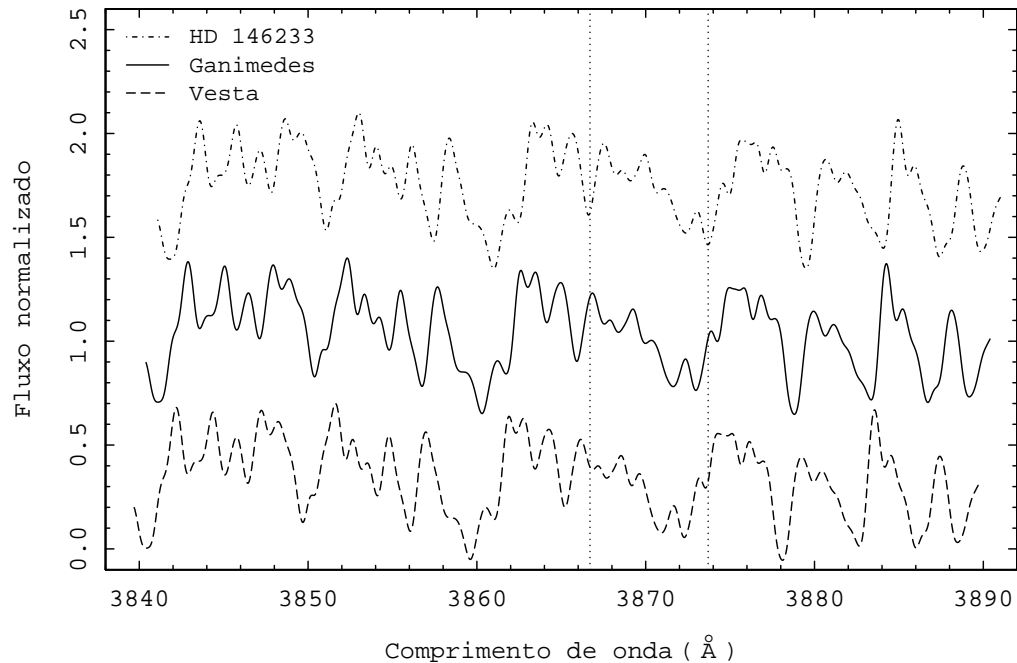
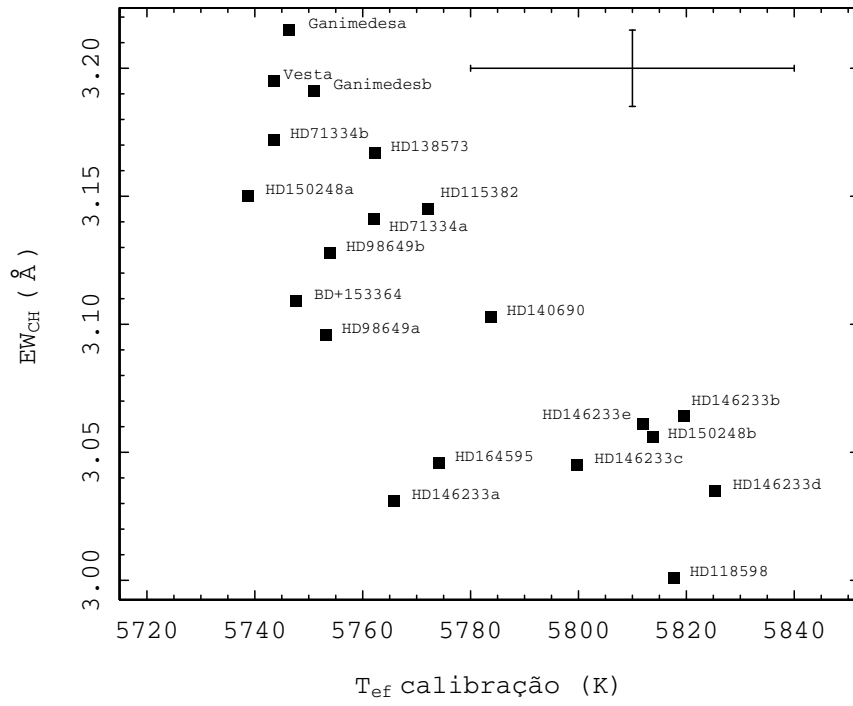
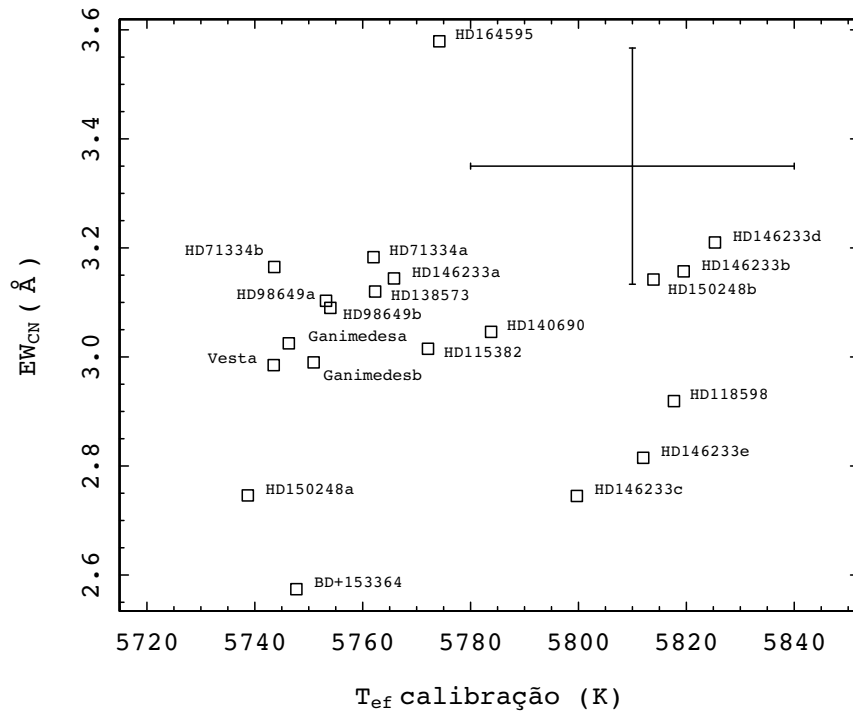


FIGURA 5.4: Ilustração do domínio de influência da banda do CN para um dos espectros da estrela HD 146233, um dos espectros de Ganimedes e Vesta. Os espectros foram deslocados arbitrariamente no eixo vertical para melhor visualização. A região entre as linhas pontilhadas verticais é o domínio de maior influência do CN.



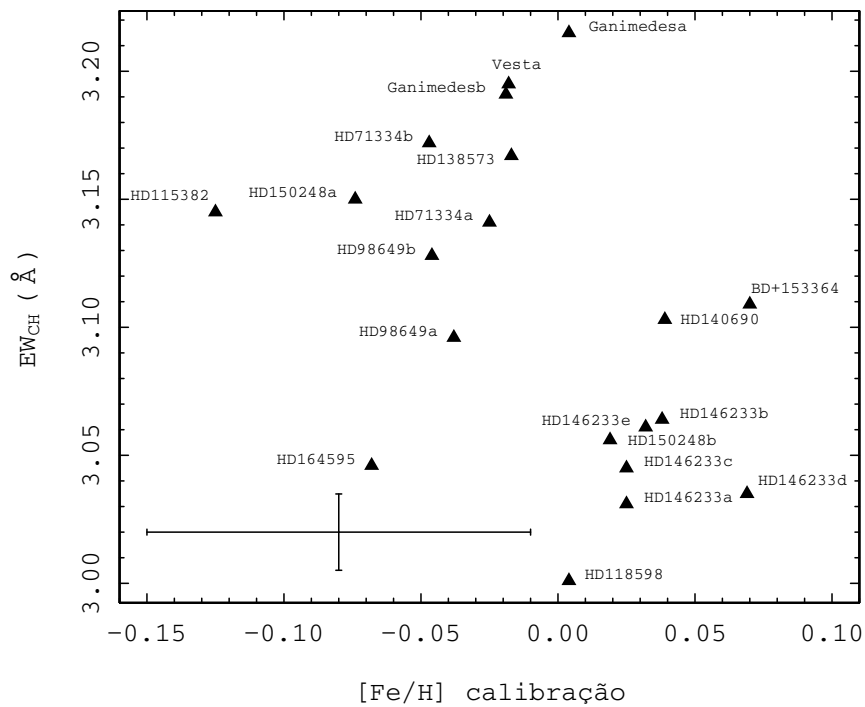
(A) CH



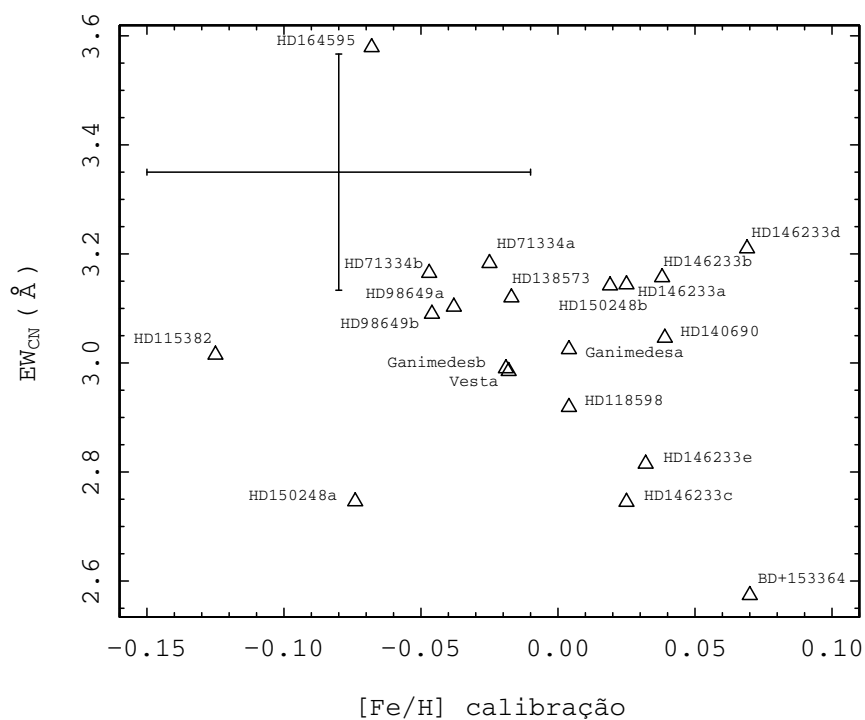
(B) CN

FIGURA 5.5: Comparação entre as larguras equivalentes da banda do CH e do CN da amostra de estudo em função da temperatura efetiva.

cinco espectros da estrela HD 146233, e as incertezas dos parâmetros atmosféricos são aquelas da tabela 4.3.

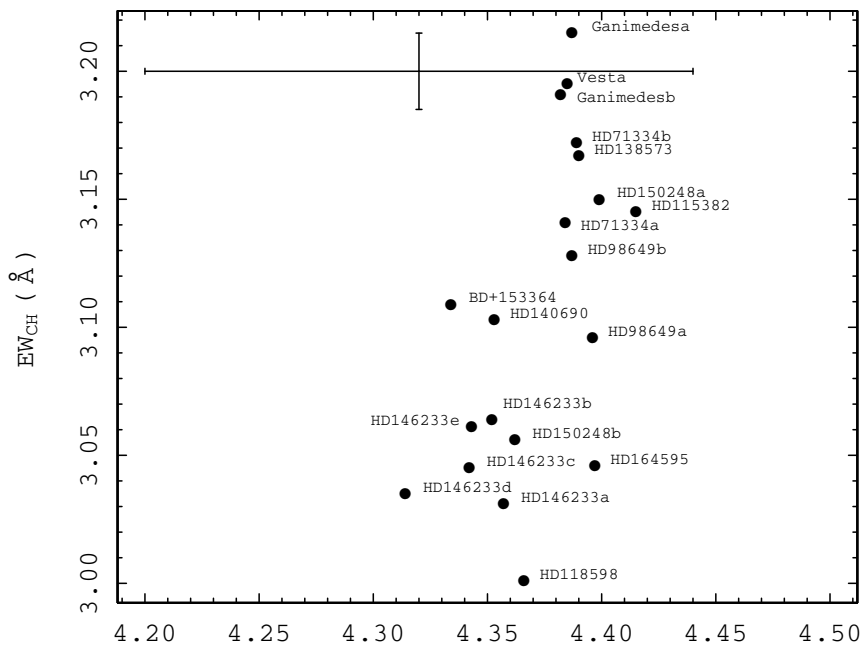


(A) CH

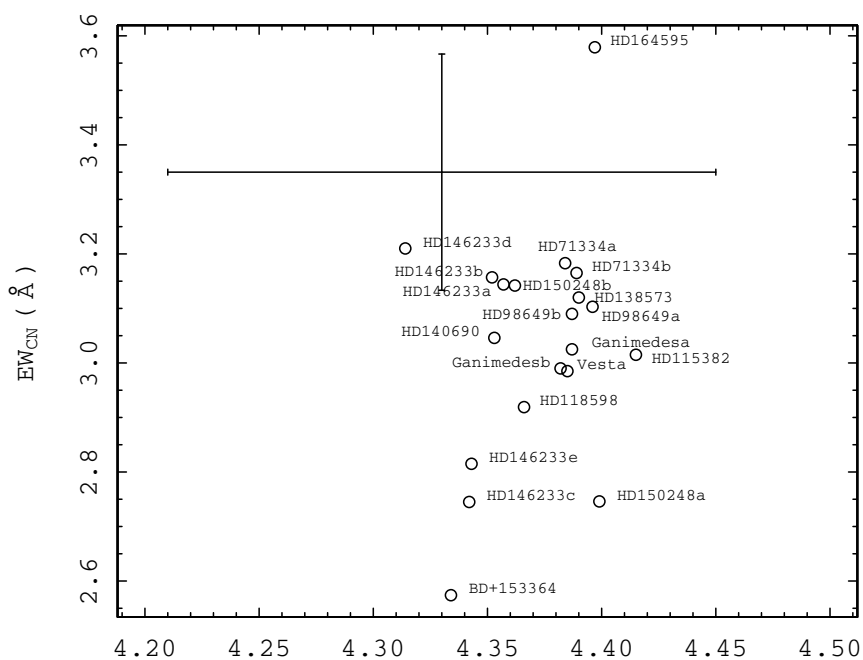


(B) CN

FIGURA 5.6: Comparação entre as larguras equivalentes da banda do CH e do CN da amostra de estudo em função da metalicidade.



(A) CH



(B) CN

FIGURA 5.7: Comparação entre as larguras equivalentes da banda do CH e do CN da amostra de estudo em função da gravidade superficial.

De todas as figuras mencionadas acima, a única para a qual observamos uma fraca correlação com os parâmetros é a figura 5.5a, em que EW_{CH} diminui com maiores temperaturas efetivas. Este resultado foi quantificado com uma análise regressiva multilinear das EWs de CH e CN em função dos três parâmetros atmosféricos, a qual revelou que apenas a molécula do CH mostra alguma correlação com a temperatura efetiva a um nível superior a 2σ . A partir do gráfico de EW_{CH} com a temperatura efetiva, o único espectro que parece com o solar é **HD 71334 b** e, possivelmente, **HD 138573**. Ainda, para a relação entre EW_{CH} e a metalicidade observamos que estas mesmas estrelas parecem com o Sol. Para o CN temos um nítido problema relacionado à grande incerteza de EW_{CN} considerada pelos diferentes espectros da estrela HD 146233. Além disso, detectamos diferenças substanciais entre os espectros de nossa amostra no que diz respeito às épocas de observação dos espectros, fato que está associado as diferentes curvaturas destes (o que está associado às diferentes versões do *software* de redução automática empregados em cada época de observação) e que sugere que espectros da mesma época são semelhantes e espectros de diferentes épocas distintos. Isto pode ser verificado no gráfico 5.5b em que os espectros **HD 146233 a**, **HD 146233 b** e **HD 146233 d** são da mesma época e estão concentrados em valores próximos entre si de EW_{CN} , já os espectros **HD 146233 c** e **HD 146233 e** são da mesma época, que é diferente da anterior, e estão próximos no gráfico entre si e distantes dos espectros previamente mencionados. Uma possível solução para diminuir o erro de EW_{CN} seria considerar espectros repetidos da mesma época. No entanto, notamos que os dois espectros de Ganimedes são de épocas distintas mas aparecem próximos em todos os gráficos de CN. Outro problema desta região é que sabemos que a normalização é pouco confiável devido às diferentes versões do *software* de redução automática, que já foi mencionado, também pelas distorções introduzidas pela colagem das ordens *echelle*, além da dificuldade de encontrar janelas de contínuo no ultravioleta.

De modo geral, o estudo com o CH e CN em discriminar as estrelas da amostra de estudo foi inconclusivo. Apesar disso, Porto de Mello et al. (2014) indicam que estas moléculas devem ser investigadas com mais detalhes pelo fato de encontrarem uma grande significância estatística na diferença entre os espectros estelares em uma análise de espectros de razão, principalmente em relação ao CN que aqui temos dificuldade em visualizar devido às incertezas causadas, principalmente, pela normalização. Além disso, consideramos nessa análise preliminar das moléculas do CH e do CN estrelas com parâmetros muito semelhantes entre si e o Sol, o que foi principalmente motivado por uma questão de tempo.

Futuramente, podemos incluir mais estrelas em nosso estudo, assim ampliando a faixa de parâmetros atmosféricos em relação ao Sol com o objetivo de tentar estabelecer, de forma mais confiável, a existência de uma correlação entre o CH e o CN com os

parâmetros atmosféricos. Além disso, nossos bons resultados para os índices espectrais no violeta sugerem que uma investigação mais abrangente da intensidade das moléculas do CH e do CN deve evidenciar suas sensibilidades às diferenças dos parâmetros atmosféricos em estrelas do tipo solar. Também, é possível melhorar a normalização na região do CN analisando os espectros originais, por exemplo.

Capítulo 6

Conclusões e perspectivas

Esse projeto foi formulado com a finalidade de contribuir no estudo de estrelas análogas e gêmeas solares por meio de uma abordagem alternativa investigando o domínio do violeta, que ainda é muito pouco explorado para esta classe de objetos, utilizando índices espectrais neste regime, além de apresentar uma análise preliminar das moléculas do CH no violeta e do CN no ultravioleta. Os objetivos alcançados com o presente trabalho foram o estudo em detalhe do domínio de $3995 \rightarrow 4500 \text{ \AA}$ de uma amostra de estrelas do tipo solar com parâmetros atmosféricos bem determinados na literatura. Definimos um sistema de índices espectrais sensíveis à variação dos parâmetros atmosféricos neste regime e construímos uma calibração aplicando o método PCA que permite a determinação dos parâmetros atmosféricos a partir das medidas dos índices. Em seguida, derivamos os parâmetros atmosféricos para uma amostra de estrelas consideradas boas análogas e gêmeas do Sol. O objetivo geral desse trabalho é determinar a capacidade dos domínios do violeta e, possivelmente, do ultravioleta em caracterizar estrelas análogas e gêmeas solares tal como identificadas por análises clássicas no domínio do visível. Um objetivo adicional era realizar um estudo preliminar do comportamento das bandas moleculares do CH e do CN em função dos parâmetros atmosféricos.

Após um estudo minucioso da região de interesse, tratamos os espectros utilizados de acordo com a nossa necessidade (realizamos correção Doppler, degradamos a resolução) e nos asseguramos, principalmente, de que a normalização, que é um procedimento que requer muito cuidado, fosse realizada da forma mais correta possível. Construímos um conjunto de 291 índices espectrais definidos a partir dos espectros degradados de um poder resolutor $R = 48000$ a $R = 15000$. Esta degradação foi útil pois possibilitou o aumento da razão-sinal ruído dos espectros além de proporcionar uma interpretação menos complexa das características espectrais com os parâmetros atmosféricos. É certo

que ao utilizar o espectro em sua resolução original teríamos possivelmente uma normalização mais consistente, mas nossa análise ganharia complexidade, pois o número de índices a serem definidos a fim de considerar toda informação contida entre 3995 \rightarrow 4500 Å seria muito maior. No entanto, utilizar os espectros degradados foi suficiente e satisfatório, pois além de obtermos mais índices de qualidade do que o necessário, foi possível derivar os parâmetros atmosféricos com êxito, i.e., os espectros degradados nos permitiram derivar os parâmetros com uma incerteza menor do que o erro externo. Isto significa que o método que adotamos não introduziu nenhuma incerteza adicional ao erro já existente, fato que também indica que a normalização realizada foi consistente.

Utilizamos o método PCA para construir a calibração a partir de uma amostra de estrelas com parâmetros atmosféricos bem conhecidos e usando os melhores índices dentre os 291 identificados. Consideramos que a temperatura efetiva e metalicidade foram calibradas corretamente enquanto a gravidade apresentou problemas, que foram evidenciados nos valores sistematicamente baixos deste parâmetro, e aplicamos a calibração para derivar os parâmetros atmosféricos de uma amostra de estrelas candidatas a análogas e gêmeas solares. Este procedimento nos permitiu obter erros internos formais de 30 K para temperatura efetiva, 0.051 dex para metalicidade e 0.120 dex para gravidade.

Nossa análise dos resultados derivados revelou uma consistência considerável entre os valores dos parâmetros atmosféricos obtidos por nosso método (violeta) e os valores encontrados na literatura (visível). Evidentemente os resultados não coincidem, mas a concordância é, de modo geral, satisfatória, como apresentado em um breve estudo da significância estatística das diferenças entre os parâmetros atmosféricos das estrelas da amostra de estudo e os correspondentes parâmetros solares. Além disso, determinamos que o domínio do visível é pobre em discriminar entre as estrelas de interesse do trabalho pois a comparação entre seus parâmetros e os solares indica que todas são muito parecidas com o Sol, não existindo uma distinção evidente entre estes objetos. Já utilizando o violeta, foi possível realizar uma discriminação mais fina destas estrelas em que identificamos os objetos **HD 98649**, **HD 118598**, **HD 138573** e **HD 140690** como as melhores análogas solares da nossa amostra. Além disso, dos objetos usados para representar o Sol identificamos que **Ganimedes b** é o que possui parâmetros mais compatíveis com os solares em comparação com o outro espectro de Ganimedes (de outra época) e com o espectro de Vesta.

As estrelas **HD 98649**, **HD 118598** e **HD 138573** são classificadas como análogas solares e candidatas a gêmeas por Porto de Mello et al. (2014), fato que é comprovado por nosso trabalho utilizando o domínio do violeta. Nesse sentido, fomos capazes de reforçar a classificação destas estrelas como gêmeas solares na medida em que nossa

análise no violeta reforçou sua classificação como análogas solares. Além disso, a estrela **HD 140690** é um objeto singular por ser uma análoga cujo espectro violeta e ultravioleta é indistinguível do solar de acordo com Porto de Mello et al. (2014), fato que é corroborado por esse trabalho. Apesar disso, esta estrela não é candidata a gêmea solar. Portanto, apesar desta estrela não ser considerada como uma gêmea por Porto de Mello et al. (2014) (é um objeto mais evoluído que o Sol), ela já tem sua classificação de análoga solar bem estabelecida. Também, é interessante observar que as estrelas **HD 150248** e **HD 164595**, consideradas por Porto de Mello et al. entre suas melhores candidatas a gêmeas solares, não podem ser consideradas como tal por nossa análise dadas as diferenças relevantes entre seus espectros no violeta e o espectro solar.

Diante dos nossos estudos e resultados, concluímos que o domínio do violeta mostrou uma sensibilidade significativa quando comparada com análises mais clássicas, e de boa qualidade, utilizando o visível. Desta forma, é interessante continuar explorando este regime. O método dos índices espectrais foi capaz de derivar, com sucesso, parâmetros atmosféricos da nossa amostra de análogas e gêmeas solares com baixos valores de incertezas internas. Apesar disso, nossa análise utilizando as moléculas do CH e do CN para discriminar entre estas estrelas foi inconclusiva. Ressaltamos que devemos ser cautelosos ao interpretar as gravidades aqui derivadas devido ao possível erro sistemático associado a estas medidas. Uma alternativa para refinar os resultados para este parâmetro seria ampliar a amostra inicial incluindo estrelas com gravidades diferentes da solar, i.e., gravidades menores, tais como 3.8, 3.9, que são valores comuns a estrelas subgigantes (que são razoavelmente evoluídas).

Uma vez que fomos capazes de estabelecer uma ferramenta inicial de estudo nos domínios de menores comprimento de onda, futuramente podemos tentar trabalhar com uma degradação menor e selecionar mais índices espectrais. Além disso, nos regimes do violeta e do ultravioleta, podemos estudar duas das linhas de Balmer, $H\gamma$ e $H\delta$ respectivamente, pesquisando suas sensibilidades com a temperatura efetiva, o que não foi possível incluir nesse trabalho. Também, é possível estudar em melhor detalhe o CH e CN tentando isolar as contribuições mais específicas das transições, por exemplo, pois de acordo com trabalhos anteriores estas moléculas são interessantes e devem ser mais bem exploradas, o que não foi possível no presente trabalho por questões de tempo.

Nesse trabalho utilizamos espectros obtidos com o FEROS pois já dispúnhamos de trabalhos anteriores do grupo uma extensa amostra de estrelas bem estudadas, além de este espectrógrafo ser razoavelmente sensível no ultravioleta. Entretanto, sua sensibilidade diminui drasticamente neste domínio e, além disso, o processo de extração do espectro do *pipeline* é pouco confiável por introduzir muitos tipos de distorção no espectro. Nesse caso, poderíamos usar outro espectrógrafo para dar continuidade a essa

análise. As candidatas a análogas e gêmeas solares da amostra possuem magnitude $V \leq 8$, o que justifica a utilização de telescópios da classe de 4 metros para observar estes objetos, dado que é difícil observar o ultravioleta destas estrelas devido à seus fluxos intrínsecos serem baixos e pelas limitações dos instrumentos que são ineficientes neste domínio.

Como opção para o desenvolvimento futuro deste tema, notamos que o telescópio SOAR será, em breve, equipado com o espectrógrafo de alta resolução STELES, que foi especialmente projetado para ter alta eficiência no ultravioleta, atingindo até cerca de 3000 Å. Outra alternativa interessante é utilizar o espectrógrafo Coudé do telescópio de 1,60m do Observatório do Pico dos Dias, operado pelo Laboratório Nacional de Astrofísica. Com os modernos detectores CCD iKon, uma eficiência do detector de 50% pode ser obtida no ultravioleta, o que é bastante competitivo, e com a rede de 6000 l/mm e uma fenda de 250μ , uma resolução máxima de $R = 8000$. Apesar desta resolução ser inferior àquela utilizada nesse trabalho, $R = 15000$, a vantagem de utilizar este instrumento é que ele mostra uma eficiência em 3700 Å comparável à eficiência em 4000 Å para estrelas de tipo solar. Além disso, ele é um antigo espectrógrafo de ordem única (*single order*), o que não introduz distorções, ou muito poucas, de contínuo, que são os principais problemas dos espectrógrafos *echelle*. Estas características permitem uma análise mais confiável da molécula do CN no que concerne a determinação do contínuo aparente.

Concluimos dizendo que é possível explorar ainda mais o domínio do violeta e ultravioleta, que são regiões ricas em informações, especialmente se os espectros forem de alta qualidade e, principalmente, que tenham sido adquiridos por instrumentos projetados para atender a estes domínios. Adiante podemos investigar mais detalhadamente esses domínios a fim de utilizá-los como critérios na caracterização de análogas e gêmeas solares.

Apêndice A

Parâmetros atmosféricos da amostra

Este apêndice contém a identificação de todas as estrelas e demais objetos utilizados neste trabalho e seus respectivos parâmetros atmosféricos, $[\text{Fe}/\text{H}]$, T_{ef} e $\log g$. Estes parâmetros foram obtidos de Lorenzo-Oliveira et al. (2016) que utilizou temperaturas efetivas calculadas pelo perfil da linha $\text{H}\alpha$ para homogeneizar a heterogênea escala metalicidade da literatura e determinou gravidades evolutivas. Na tabela abaixo, a coluna “Calibrador” assinala se o objeto foi usado na calibração descrita na seção 4.1 ou não, e a coluna “Observações” indica o número de espectros disponíveis para cada estrela, Ganimedes e Vesta.

TABELA A.1: Parâmetros atmosféricos da amostra.

Identificação	T_{ef} (K)	$[\text{Fe}/\text{H}]$	$\log g$	Calibrador	Observações
HD 1461	5789	+0.22	4.39	sim	1
HD 1581	6000	-0.21	4.41	sim	2
HD 1835	5838	+0.23	4.48	sim	1
HD 2151	5935	-0.09	3.98	sim	2
HD 3823	5968	-0.46	4.08	sim	1
HD 4308	5714	-0.30	4.37	sim	1
HD 4391	5839	-0.06	4.49	sim	1
HD 8291	5821	+0.06	4.45	sim	1
HD 9562	5936	+0.29	4.06	sim	2
HD 10647	6094	-0.10	4.37	sim	2

TABELA A.1: Parâmetros atmosféricos da amostra.

Identificação	T_{ef} H α (K)	[Fe/H]	$\log g$	Calibrador	Observações
HD 10700	5467	-0.49	4.54	sim	2
HD 12264	5805	+0.06	4.46	sim	1
HD 14802	5930	-0.04	4.01	sim	1
HD 16417	5811	+0.09	4.06	sim	2
HD 20766	5770	-0.25	4.52	sim	2
HD 20807	5888	-0.32	4.42	sim	1
HD 22484	6064	-0.04	4.12	sim	2
HD 28471	5799	-0.06	4.40	sim	1
HD 30495	5858	-0.02	4.48	sim	1
HD 30562	5902	+0.10	4.04	sim	1
HD 34721	6041	-0.12	4.20	sim	1
HD 39587	5977	-0.05	4.48	sim	1
HD 43587	5926	-0.06	4.27	sim	1
HD 43947	5974	-0.32	4.33	sim	1
HD 65907	5954	-0.39	4.34	sim	2
HD 69830	5445	-0.08	4.47	sim	1
HD 71334	5741	-0.13	4.43	não	2
HD 73350	5822	+0.12	4.47	sim	1
HD 76151	5799	+0.11	4.45	sim	2
HD 98649	5774	-0.01	4.47	não	2
HD 102365	5671	-0.30	4.43	sim	3
HD 105901	5830	+0.00	4.41	sim	1
HD 108309	5740	+0.09	4.15	sim	2
HD 111398	5782	+0.10	4.19	sim	1
HD 115382	5781	-0.07	4.39	não	1
HD 115617	5635	-0.01	4.44	sim	1
HD 117939	5722	-0.06	4.44	sim	2
HD 118598	5786	-0.02	4.40	não	1
HD 122862	5976	-0.16	4.10	sim	1
HD 128620	5669	+0.22	4.29	sim	3
HD 130948	5970	-0.09	4.43	sim	1
HD 131923	5669	+0.15	4.27	sim	2
HD 136352	5742	-0.31	4.34	sim	2
HD 138573	5768	-0.01	4.41	não	1
HD 140538	5709	+0.01	4.48	sim	1

TABELA A.1: Parâmetros atmosféricos da amostra.

Identificação	T_{ef} H α (K)	[Fe/H]	$\log g$	Calibrador	Observações
HD 140690	5781	+0.07	4.41	não	1
HD 141004	5947	-0.03	4.18	sim	1
HD 145825	5841	+0.06	4.49	sim	1
HD 146233	5817	+0.04	4.44	não	5
HD 147513	5869	+0.01	4.48	sim	1
HD 150248	5756	-0.04	4.45	não	2
HD 157089	5895	-0.45	4.18	sim	1
HD 159656	5842	+0.10	4.32	sim	1
HD 160691	5730	+0.22	4.19	sim	2
HD 161612	5575	+0.15	4.47	sim	2
HD 162396	6066	-0.40	4.09	sim	2
HD 164595	5796	-0.06	4.43	não	1
HD 165185	5929	-0.02	4.46	sim	1
HD 165499	5934	-0.20	4.27	sim	1
HD 172051	5670	-0.26	4.53	sim	1
HD 177565	5672	+0.15	4.48	sim	1
HD 182572	5583	+0.37	4.16	sim	3
HD 187237	5836	+0.12	4.45	sim	1
HD 187691	6101	-0.01	4.12	sim	1
HD 189567	5748	-0.25	4.38	sim	2
HD 190406	5963	+0.07	4.42	sim	1
HD 193307	6005	-0.35	4.12	sim	2
HD 194640	5588	+0.02	4.46	sim	1
HD 196050	5856	+0.26	4.20	sim	1
HD 196800	5963	+0.15	4.29	sim	2
HD 196885	6096	+0.03	4.19	sim	1
HD 206860	5995	-0.07	4.47	sim	1
HD 207043	5784	+0.05	4.50	sim	1
HD 207129	5924	-0.10	4.33	sim	2
HD 210277	5506	+0.22	4.37	sim	2
HD 210918	5766	-0.07	4.30	sim	1
HD 211415	5869	-0.21	4.38	sim	1
HD 212708	5622	+0.23	4.32	sim	1
HD 216435	5940	+0.18	4.06	sim	1
HD 216436	5753	+0.05	4.40	sim	1

TABELA A.1: Parâmetros atmosféricos da amostra.

Identificação	$T_{\text{ef}} \text{ H}\alpha$ (K)	[Fe/H]	$\log g$	Calibrador	Observações
HD 216437	5817	+0.24	4.16	sim	1
HD 217014	5818	+0.19	4.33	sim	1
HD 217107	5637	+0.38	4.34	sim	1
HD 221343	5783	-0.01	4.43	sim	1
BD+15 3364	5795	+0.05	4.35	não	1
Ganimedes	5777	+0.00	4.44	não	2
Vesta	5777	+0.00	4.44	não	1

Apêndice B

Índices espectrais

Este apêndice contém informações de todos os índices espectrais definidos na seção 3.1. A identificação é o número designado a cada índice, λ_i e λ_f são, respectivamente, seu comprimento de onda inicial e final, em seguida listamos as espécies mais dominantes na região definida para o índice, que são as transições dos elementos que mais contribuem para a intensidade do índice, e, por último, explicitamos se ele foi utilizado ou não na calibração. Em caso afirmativo, ele foi escolhido por haver sido categorizado como índice classe 1 conforme explicado no texto (cf. seção 3.2). As identificações dos índices com asterisco indicam que estes índices foram medidos e utilizados duas vezes.

TABELA B.1: Índices espectrais medidos no domínio de 3995 → 4500 Å.

Identificação	λ_i (Å)	λ_f (Å)	Espécies dominantes	Classe
1	3995.000	3996.455	Fe I, Co I, La II	4
2	3996.455	3999.685	Sc I, Fe I, V II, Co I, Ti I, Zr II	4
3	3999.685	4000.753	Fe I, Dy II	4
4	4000.753	4002.275	Fe I, Cr I, Fe II	1
5	4002.275	4003.290	Ti I, Ni I, Fe, V II	4
6	4003.209	4004.198	Fe I, Ti I, Ce II	4
7	4004.198	4006.040	Fe I, V II, Ti I	1
8	4006.040	4007.508	Ni I, Fe I, CH	1
9	4007.508	4008.389	Ti I, V II	1
10	4008.389	4010.231	Fe I, Ti I, Ni I	4
11	4010.231	4011.246	Fe I	4
12	4011.246	4013.089	Fe I, Nd II, Ce II, Ti II, Cr I, Cr III, Ni I	4
13	4013.089	4015.066	Ti I, Fe I, Co I, Sc II, Cr I, Ce II	4
14	4015.066	4016.054	Ti I, Ni II	4
15	4016.054	4018.831	Fe I, Cr I, V II, Ti I, Ni I, Mn I	1
16	4018.831	4019.498	Ni I, Fe I, Co I	4
17	4019.498	4021.180	CH, Sc I, Fe I, Co I	1
18	4021.180	4022.996	Fe I, Ti I, Cr I	4
19	4022.996	4025.719	Nd II, V II, Co I, Sc I, Ni I, Zr I, Fe I, Zr II, Ti I, Fe II, Cr I, Ti II	4

TABELA B.1: Índices espectrais medidos no domínio de 3995 → 4500 Å.

Identificação	λ_i (Å)	λ_f (Å)	Espécies dominantes	Classe
20	4025.719	4027.855	Cr I, Mn I, Ti I, Co I	4
21	4027.855	4029.057	CH, Ti II, Fe I	4
22	4029.057	4031.460	Fe I, Zr III, Ti I, Mn I	4
23	4031.460	4033.782	Fe I, La II, Mn I, Nd III, Fe II, Ga I, Cr I	1
24	4033.782	4035.066	CH, Mn I, Ti I	1
25	4035.066	4036.401	Sm II, Fe I, Co I, V II, Mn I, Ti I	4
26	4036.401	4038.003	V II, Fe I, Cr I, Gd II	4
27	4038.003	4039.418	Fe I, Cr I	4
28	4039.418	4042.355	Y I, Fe I, Zr II, Ti I, CH, Ce II, Nd II, Mn I	4
29	4042.355	4048.095	Sm II, La II, CH, Cr I, Fe I, Ti I, Mn I, Co I, Zr II, Y I	2
30	4048.095	4050.151	Zr II, Mn I, Cr I, Cr II, Fe I, CH	4
31	4050.151	4051.380	Zr II, Fe I, Ni I, —V I, V II	4
32	4051.380	4053.489	Fe I, Cr II, Mn I, Ti I, CH	4
33	4053.489	4056.721	Ti II, Fe I, Cr II, Mg I, Ti I, Mn I, Cr I	4
34	4056.721	4058.404	Co I, Ni I, Fe I, Mg I, Ti I, Mn I	1
35	4058.404	4060.326	Fe I, Co I, Cr I, Mn I, Nb I, CH, Ti I	4
36	4060.326	4064.918	Fe I, Nd II, Mn I, Cu I, Ti I	3
37	4064.918	4065.719	V II, Ti I, Fe I	4
38	4065.719	4068.656	CH, Co I, Fe I, Sm II, Cr I	4
39	4068.656	4069.698	Fe I	4

TABELA B.1: Índices espectrais medidos no domínio de 3995 → 4500 Å.

Identificação	λ_i (Å)	λ_f (Å)	Espécies dominantes	Classe
40	4069.698	4073.142	Mn I, Fe I, Zr II, V I	3
41	4073.142	4074.210	Ce II, Fe I	4
42	4074.210	4075.493	Ti I, W I, Fe I, Ni I, Nd II, CH	4
43	4075.493	4077.149	Fe I, Cr II, Zr II, Cr I	4
44	4077.149	4078.804	La II, Y I, Sr II, Dy II, Fe I, Ti I	4
45	4078.804	4080.620	Fe I, Mn I	4
46	4080.620	4081.635	Fe I, Ce II, Zr I	4
47	4081.635	4082.916	Fe I, Sc I, Ti I	4
48	4082.916	4084.144	Mn I, Ce II, Fe I, CH	4
49	4084.144	4085.746	CH, Fe I, Ce II	4
50	4085.746	4088.042	Fe I, Cr II, Co I, La II, CN	4
51	4088.042	4089.538	Fe I	4
52	4089.538	4091.353	Mn I, Fe I, Cr I, Zr II, V I	4
53	4091.353	4093.649	Fe I, Co I, V I, Ca I	4
54	4093.649	4095.493	Fe I, CH, Ca I, Mn I, V I	4
55	4095.493	4096.562	Fe I	4
56	4096.562	4097.549	Zr II, Fe I, CN	4
57	4097.549	4099.231	Cr I, Fe I, Ca I, Gd II	4
58	4099.231	4103.637	V I, Fe I, Pr II, H δ , In I, Si I	4
59	4103.637	4105.746	Fe I, V I	4

TABELA B.1: Índices espectrais medidos no domínio de 3995 → 4500 Å.

Identificação	λ_i (Å)	λ_f (Å)	Espécies dominantes	Classe
60	4105.746	4106.975	Fe I	4
61	4106.975	4108.016	Fe I, V I	4
62	4108.016	4109.057	Fe I, Ca I	4
63	4109.057	4110.205	Fe I, Nd II, Cr I, Y I	4
64	4110.205	4111.300	Co I, Mn I, Cr I, Cr II	1
65	4111.300	4112.341	Cr I, V I, Fe I	1
66	4112.341	4113.729	Ti I, Fe I, Cr II	4
67	4113.729	4115.697	Fe I, V I	4
*68	4115.697	4117.292	Ni I, V I, Fe I	1
*69	4117.292	4119.000	Fe I, Ce II, Sm II, Co I	1
70	4119.000	4120.761	Fe I, Fe II, CH, Ce II, Cr I	1
71	4120.761	4122.116	Co I, Fe I, Cr I	1
72	4122.116	4122.980	Ti I, Cr I, Fe I, Fe II	1
73	4122.980	4124.391	La II, Ti I, Cr I, V I, Fe I, Ce II	1
74	4124.391	4125.059	Fe I, Fe II, Y II	4
75	4125.059	4126.901	Fe I, Cr I	2
76	4126.901	4128.610	Cr I, Ti I, Fe I, V I, Si II	1
77	4128.610	4131.253	Fe II, Cr I, Fe I, Eu II, Ba II, Si II, Mn I, Ce II	2
78	4128.610	4130.585	Fe II, Cr I, Fe I, Eu II	1
79	4130.585	4131.253	Ba II, Si II, Mn I, Ce II	4

TABELA B.1: Índices espectrais medidos no domínio de 3995 → 4500 Å.

Identificação	λ_i (Å)	λ_f (Å)	Espécies dominantes	Classe
80	4131.253	4132.282	Cr I, Fe I, V I	1
81	4132.282	4135.979	Cr II, Fe I, Sc I, Ce II, V I, Mn I, Rh I, Nd II, CN, CH, Os I	1
82	4135.979	4139.423	Fe I, Ti I, Mn I, Ce II, CN	4
83	4139.423	4141.107	Fe I, Sc I, CN, Mn I	4
84	4141.107	4142.842	CN, Fe I, Ni I, Cr I, Y I	2
85	4142.842	4144.872	V II, Ni I, Ti I, Fe I	1
86	4144.872	4146.608	Ce II, Fe I, CH, Cr II, Cr I	1
87	4146.608	4148.290	Cr I, Fe I, Mn I	4
88	4148.290	4151.253	Mn I, Zr II, Fe I, CH, Co I, Ti I	1
89	4151.253	4152.989	Fe II, Fe I, La II, Cr I	4
90	4152.989	4155.419	CH, Cr I, Fe I	4
91	4155.419	4157.341	Fe I, Nd II, Zr II, Mn I	4
92	4157.341	4158.382	Fe I, CH, CN	1
93	4158.382	4159.744	Co I, Fe II, Fe I, CH	4
94	4159.744	4160.707	CN, Fe II, Fe I	4
95	4160.707	4162.176	Fe I, Zr II, Cr I, Ti II, Sr II	4
96	4162.176	4162.950	CH, CN	4
97	4162.950	4164.685	CN, Ti II, Cr I, Fe I, CH, Ni I, Nb I	4
98	4164.685	4166.207	Fe I, Mg I, CN, Sc I, Ce II	4
99	4166.207	4168.423	Ti I, Zr I, Ni I, CN, Mg I, CH, Fe I	4

TABELA B.1: Índices espectrais medidos no domínio de 3995 → 4500 Å.

Identificação	λ_i (Å)	λ_f (Å)	Espécies dominantes	Classe
100	4168.423	4169.171	Fe I	4
101	4169.171	4170.319	CH, Fe I, Cr I	4
102	4170.319	4171.360	Fe I, Ti I	4
103	4171.360	4174.431	Fe I, Cr I, Ti II, Ga I, CH, Ti I, Cr II, Mn II	4
104	4174.431	4176.112	Cr I, Fe I, CH, CN	4
105	4176.112	4177.020	Fe II, Fe I	4
106	4177.020	4178.516	Fe I, Nd II, Ti I, Y II, Fe II, CH, CN, V II	4
107	4178.516	4180.002	Fe II, Co I, Cr I, CN, V I, Cr II	4
108	4180.002	4181.107	Fe I, CH	4
109	4181.107	4182.950	Fe I, CN	4
110	4182.950	4185.486	Fe I, Ti I, CH, V II, Ti II, Ni I, Cr I	4
111	4185.486	4188.343	Fe I, Ti I, CN, Cr I, Ce II, CH, Co I	4
112	4188.343	4190.266	Fe I, Ti I, Ni I, CH, Mn I, Cr I	4
113	4190.266	4193.096	Co I, Cr I, Fe I, V I, CN, CH	4
114	4193.096	4194.164	Fe I, Cr I, Ni I, CN	4
115	4194.164	4195.979	Fe I, CN, CH, Cr I, Ni I	4
116	4195.979	4197.501	Fe I, Ce II, CN, La II, Cr I	2
117	4197.501	4199.637	CN, Gd II, Fe I, Cr I, CH	4
118	4199.637	4201.283	Ru I, Fe I, Ni I, CH, Ti I	4
119	4201.283	4203.217	CH, Ni I, Fe I, V II, CN, Ce II, Ca I	1

TABELA B.1: Índices espectrais medidos no domínio de 3995 → 4500 Å.

Identificação	λ_i (Å)	λ_f (Å)	Espécies dominantes	Classe
120	4203.217	4204.417	Fe I, Cr I, V II	4
121	4204.417	4205.985	Y II, CH, Eu II, V II, Mn II, Fe I	4
122	4205.985	4207.918	CH, Fe I	4
123	4207.918	4209.119	Fe I, Zr II	4
124	4209.119	4211.454	Cr I, CH, V I, CN, Fe I	1
125	4211.454	4212.253	Ti I, Zr II, CH	4
126	4212.253	4213.087	CH, Cr I	4
127	4213.087	4214.420	Fe I, CH	2
*128	4214.420	4216.821	CN, Fe I, Sr II, Cr II, Cr I, CH	1
*129	4216.821	4218.022	CH, Fe I, Cr I	1
*130	4218.022	4219.856	Fe I, CH	1
131	4219.856	4220.923	V II, Fe I	1
*132	4220.923	4222.791	CH, Fe I, Ce II, Cr I	1
*133	4222.791	4223.777	CH, Fe I	1
*134	4223.777	4224.979	Fe I, Zr II, Cr I, CH, Cr II	1
135	4224.979	4228.876	V II, Fe I, Ge I, Ca I, Ce II, Zr I, CH	1
136	4228.876	4230.505	Fe I, CH, Cr I	1
137	4230.505	4231.360	Fe I, Ni I, CH	4
138	4231.360	4232.214	CH, Zr II, Fe I	1
139	4232.214	4234.511	Fe I, CH, V I, Fe II, Cr II	1

TABELA B.1: Índices espectrais medidos no domínio de 3995 → 4500 Å.

Identificação	λ_i (Å)	λ_f (Å)	Espécies dominantes	Classe
140	4234.511	4236.646	V I, V II, Cr I, Mn I, Y II, Fe I, Y I, CH, Ni I	1
141	4236.646	4237.634	Fe I, Sm II, CH, V II	1
142	4237.634	4238.302	Fe I, Cr I	1
143	4238.302	4239.263	CH, La II, Fe I, Cr I	1
144	4239.263	4241.588	Fe I, Mn I, CH, Ca I, Cr I	2
145	4241.588	4242.950	Tm II, CH, Cr II, Fe I	4
146	4242.950	4244.551	CH, Fe I	4
147	4244.551	4245.780	CH, Fe I	4
148	4245.780	4246.340	Fe I	4
149	4246.340	4247.916	Sc II, Fe I, CH	1
150	4247.916	4249.171	CH, Fe I, Cr I	1
151	4249.171	4251.841	CH, Fe I, Mo II	1
152	4251.841	4253.309	Ni I, Co I, Cr II, CH	1
153	4253.309	4255.044	CH, Fe I, Cr I, V II	1
154	4255.044	4257.154	CH, Cr I, Fe I	1
155	4257.154	4259.477	Mn I, Zr II, Fe II, Fe I, CH, Ti I, Cr I, V I	1
156	4259.477	4261.241	CH, Fe I, Ti I, V II	1
157	4261.241	4262.816	Cr I, CH, Cr II, Gd II	4
158	4262.816	4263.537	Ti I, Cr I	4
159	4263.537	4266.233	CH, Fe I, Zr II, Ti I, Mn I	4

TABELA B.1: Índices espectrais medidos no domínio de 3995 → 4500 Å.

Identificação	λ_i (Å)	λ_f (Å)	Espécies dominantes	Classe
160	4266.233	4268.477	CH, Fe I	4
161	4268.477	4269.010	V I, Fe I, Cr I	1
162	4269.010	4270.452	Cr II, CH, La II, Fe I, Ti I	1
163	4270.452	4272.909	Ce II, CH, Cr I, Fe I, V I	1
164	4272.909	4274.244	Fe II, Ti I, CH, Fe I	1
165	4274.244	4276.247	Ti I, Cr I, CH, Cr II, La II, Fe I	1
166	4276.247	4277.821	CH, Ti I, Fe I, V I, Zr II	1
167	4277.821	4278.569	Fe I, Ti I	4
168	4278.569	4281.588	CH, V II, Mo II, Fe I, Ti I, Cr I, Sm II, Mn I	4
169	4281.588	4283.617	CH, Fe I, Ti I, Ca I	4
170	4283.617	4287.436	V I, Mn I, CH, Cr II, Fe I, Ni I, Cr I, Ti I, Co I, La II	1
171	4287.436	4288.450	Ti II, Ni I, Fe I	4
172	4288.450	4290.586	CH, Fe I, Ti I, Ca I, Cr I, Ce II, Ti II	1
173	4290.586	4291.680	Fe I, Ti I, CH	1
174	4291.680	4292.669	Cr I, CH, Fe I	1
175	4292.669	4293.469	CH	4
176	4293.469	4294.618	Fe I, Ti II, CH	1
177	4294.618	4295.659	W I, CH, Sc II	1
178	4295.659	4298.302	Ti I, Cr I, Ni I, V I, La II, CH, Fe II, Ce II, Zr II	2
179	4298.302	4301.517	Ti I, CH, Ca I, Fe I, Ce II, Cr I, Ti II, V II	1

TABELA B.1: Índices espectrais medidos no domínio de 3995 → 4500 Å.

Identificação	λ_i (Å)	λ_f (Å)	Espécies dominantes	Classe
180	4301.517	4304.151	CH, Ti II, Ca I, Fe II, Nd II	2
181	4304.151	4306.385	CH, Fe I, Sr II, Cr I	1
182	4306.385	4313.487	Fe I, CH, Ca I, Ti II, Y II, V I, Ti I, Mn I	1
*183	4306.385	4307.052	Fe I, CH	1
*184	4307.052	4308.752	CH, Ca I, Ti II, Fe I	1
185	4308.752	4309.986	CH, Fe I, Y II, V I	1
186	4309.986	4311.953	CH, Ti I	1
187	4311.953	4313.487	CH, Ca I, Mn I, Ti II, Fe I	4
188	4313.487	4316.222	CH, Sc II, Fe II, Fe I, Nd II, Ti I, Ti II	1
189	4316.222	4317.688	Ti II	1
190	4317.688	4319.856	Ca I, Ti I, Fe I	4
191	4319.856	4321.424	Fe I, Sc II, Ti II	1
192	4321.424	4322.323	Ti I, Fe I	1
*193	4322.323	4324.498	CH, Fe I	1
194	4324.498	4327.542	CH, Fe I, Sc II, Cr I, Ti I, Ni I	1
195	4327.542	4328.743	Fe I, CH	4
196	4329.625	4332.134	V I, Ti II, CH, Ni I, Fe I	4
197	4332.134	4333.416	Cr I, CH, V I	4
198	4333.416	4334.458	La II, CH, Sm II	4
199	4334.458	4336.085	CH	4

TABELA B.1: Índices espectrais medidos no domínio de 3995 → 4500 Å.

Identificação	λ_i (Å)	λ_f (Å)	Espécies dominantes	Classe
200	4336.085	4338.777	Fe I, CH, Cr I, Ti II, Ti I, Nd II, Fe II	4
201	4338.777	4342.629	Cr I, Fe I, CH, H γ , Ti II, Gd II	4
202	4342.629	4343.964	Cr I, Fe I, CH	4
203	4343.964	4345.433	CH, Ti II, Cr I, Fe I	4
204	4345.433	4347.195	CH, Fe I, Cr I	4
205	4347.195	4349.571	Fe I, CH, Sm II	4
206	4349.571	4353.790	CH, Fe I, Ti II, Cr I, Fe II, Mg I, V I	4
207	4353.790	4355.499	Cr I, Fe I, Mg I, Sc II, CH, V I, Ca I	4
208	4355.499	4357.234	CH, Ni I, V I, Cr I	4
209	4357.234	4359.104	Cr I, Ni I, V I, CH	4
210	4359.104	4361.562	CH, Ni I, Cr I, Zr II, Ti I, Fe I, Fe II	4
211	4361.562	4364.979	Ni II, CH, Cr I	4
212	4361.562	4363.777	Ni II, CH	4
213	4363.777	4364.979	CH	4
214	4364.979	4367.035	Fe I, CH	4
215	4367.035	4368.850	CH, Fe I, Ti II, Cr I, Ni I, Nd II	2
216	4368.850	4370.506	Fe II, Ti I, Fe I, CH	4
217	4370.506	4372.028	Fe I, Zr II, CH, Co I, Cr I	4
218	4372.028	4376.593	CH, Fe I, Cr I, Sc II, Ti II, Y II	1
219	4376.593	4377.848	Fe I, Cr I, CH, Mo II	1

TABELA B.1: Índices espectrais medidos no domínio de 3995 → 4500 Å.

Identificação	λ_i (Å)	λ_f (Å)	Espécies dominantes	Classe
220	4377.848	4378.623	CH, Fe I	4
221	4378.623	4379.691	CH, V I	1
222	4379.691	4381.508	Cr I, Zr II, Ce II, Co I, CH	1
223	4381.508	4384.418	CH, Fe I, Fe II	1
224	4384.418	4386.260	Ni I, V I, Sc II, Cr I, CH, Fe I, Fe II	1
225	4386.260	4389.037	CH, Ti II, Cr I, Fe I, Ti I	1
226	4386.260	4387.969	CH, Ti II, Cr I, Fe I	1
227	4387.969	4389.037	Ti I, Fe I, CH	2
228	4389.037	4391.253	Fe I, CH, Ni I, V I, Ti II	1
229	4391.253	4392.534	CH, Ce II, Fe I, V I	1
230	4392.534	4394.404	Fe I, CH, Na I, Cr I, V I, Ti I, Ti II	2
231	4394.404	4396.673	Ti I, Ti II, V I, Fe I, CH	1
232	4396.673	4397.634	CH	4
233	4397.634	4399.076	Y II, Ti II, CH, V II, Ni I	4
234	4399.076	4402.256	Ni I, Ti II, Cr I, CH, Sc II, V I, Nd II, Fe I	2
235	4402.256	4403.670	CH, Cr I, Zr II	4
236	4403.670	4406.074	Ti I, CH, Fe I, V I	1
237	4406.074	4407.035	CH, V I	2
238	4407.035	4409.812	Ce II, V I, Fe I, Cr I, V II, Ti II	4
239	4409.812	4411.547	CH, Ni I, Ti II, Cr I	4

TABELA B.1: Índices espectrais medidos no domínio de 3995 → 4500 Å.

Identificação	λ_i (Å)	λ_f (Å)	Espécies dominantes	Classe
240	4411.547	4412.909	Mn I, Ti II, Fe I, Cr I	4
241	4412.909	4416.139	Fe II, CH, Cr I, Fe I, Zr II, Mn I, Sc II	4
242	4416.139	4419.557	V I, Ti I, Fe II, Ti II, Fe I, Ce II	4
243	4419.557	4420.813	Fe I	4
244	4420.813	4423.617	Co I, CH, V I, Ti I, Ti II, Fe I, Y II, Ni I, Na I, Cr I	4
245	4423.617	4424.819	Fe I, Cr I, V I	4
246	4424.819	4426.475	Ca I, Fe I, V I, Ti I	4
247	4426.475	4428.076	Ti I, Fe I	4
248	4428.076	4429.171	Fe I	4
249	4429.171	4431.440	La II, Cr I, Ti I, Fe I, Ni I, Sc II	1
250	4431.440	4432.615	Cr I, Fe I	4
251	4432.615	4434.270	Fe I, Ti I	4
252	4434.270	4437.395	Si I, Ca I, Fe I, Ni I, Eu II, V I, Mn I	4
253	4437.395	4438.890	Ni I, V I, Fe I	4
254	4438.890	4441.801	Fe II, Fe I, Ti I, Zr II, V I, Ti II	4
255	4441.801	4442.763	Fe I, Ni I	4
256	4442.763	4445.059	Fe I, Zr II, Ti II, V I	4
257	4445.059	4446.100	Fe I	4
258	4446.100	4448.530	Fe I	4
259	4448.530	4449.731	Ti I	4

TABELA B.1: Índices espectrais medidos no domínio de 3995 → 4500 Å.

Identificação	λ_i (Å)	λ_f (Å)	Espécies dominantes	Classe
260	4449.731	4451.200	Fe I, Ti II, Ti I	4
261	4451.200	4452.241	Mn I, Nd II, V I	4
262	4452.241	4453.870	Fe I, Mn I, Ti I	4
263	4453.870	4455.552	Fe I, Ca I, Zr II, Mn I, Ti I	4
264	4455.552	4456.967	Mn I, Ca I, Fe I	4
265	4456.967	4457.848	Mn I, Ti I, Zr II, V I	4
266	4457.848	4458.569	Fe I, Mn I, Cr I, Sm II	4
267	4458.569	4459.900	Ni I, Fe I, Cr I, V I	4
268	4459.900	4460.653	Ce II, V I, Mn I	4
269	4460.653	4463.884	Mn I, Fe I, Zr II, Fe II, V I, Ni I, Ti I	4
270	4463.884	4465.727	Ti II, Mn I, Cr I, Fe I, Cr I	4
271	4465.727	4467.649	Ti I, Ni I, Fe I	4
272	4467.649	4468.850	Ti II	4
273	4468.850	4469.999	Ti II, Fe I, Co I, V I	4
274	4469.999	4472.134	Mn I, Ni I, Ti II, Ti I, Ce II, Fe I	4
275	4472.134	4473.603	Fe I, Mn I, Fe II	4
276	4473.603	4475.312	Ti I	4
277	4475.312	4476.886	Fe I	4
278	4476.886	4478.863	-	4
279	4478.863	4480.597	Ce II, Fe I, Cr I, Ni I, Ti I	4

TABELA B.1: Índices espectrais medidos no domínio de 3995 → 4500 Å.

Identificação	λ_i (Å)	λ_f (Å)	Espécies dominantes	Classe
280	4480.597	4481.737	Mg II, Ti I, Fe I	4
281	4481.737	4483.383	Fe I, Ti I	1
282	4483.383	4484.949	Fe I	4
283	4484.949	4486.489	Fe I	4
284	4486.489	4488.585	Fe I, Ti II	2
285	4488.585	4492.089	V I, Fe I, Ti I, Fe II, Cr I, Mn I, Ni I	2
286	4492.089	4493.097	Cr I, Fe I	4
287	4493.097	4495.221	Ti II, Fe I, Na I	2
288	4495.221	4496.415	Fe I, Zr II, Ti I	1
289	4496.415	4497.397	Cr I, Zr II	1
290	4497.397	4498.140	Na I	4
291	4498.140	4499.839	Cr I, Mn I	1

Referências Bibliográficas

- Altamore A., Rossi C., Rossi L., Villada de Arnedo M., 1990, *A&A*, [234](#), [332](#)
- Alvarez-Candal A., Duffard R., Lazzaro D., Michtchenko T., 2006, *A&A*, [459](#), [969](#)
- Cayrel de Strobel G., 1996, *A&A*, [7](#), [243](#)
- Cayrel de Strobel G., Bentolila C., 1989, *A&A*, [211](#), [324](#)
- Cayrel de Strobel G., Knowles N., Hernandez G., Bentolila C., 1981, *A&A*, [94](#), [1](#)
- Da Silva R., Porto de Mello G. F., Milone A. C., da Silva L., Ribeiro L. S., Rocha-Pinto H. J., 2012, *A&A*, [542](#), [A84](#)
- Dragon J. N., Mutschlecner J. P., 1980, *ApJ*, [239](#), [1045](#)
- Edvardsson B., Andersen J., Gustafsson B., Lambert D. L., Nissen P. E., Tomkin J., 1993a, *A&AS*, [102](#), [603](#)
- Edvardsson B., Andersen J., Gustafsson B., Lambert D. L., Nissen P. E., Tomkin J., 1993b, *A&A*, [275](#), [101](#)
- Fernley J., Neckel H., Solano E., Wamsteker W., 1996, *A&A*, [311](#), [245](#)
- Friel E., Cayrel de Strobel G., Chmielewski Y., Spite M., Lebre A., Bentolila C., 1993, *A&A*, [274](#), [825](#)
- Ghezzi L., et al., 2014, *AJ*, [148](#), [105](#)
- González Hernández J. I., Israelian G., Santos N. C., Sousa S., Delgado-Mena E., Neves V., Udry S., 2010, *ApJ*, [720](#), [1592](#)
- Gray D. F., 1992, *PASP*, [104](#), [1035](#)
- Greve A., Wamsteker W., 1984, *SoPh*, [94](#), [3](#)
- Hardorp J., 1978, *A&A*, [63](#), [383](#)
- Hardorp J., 1980a, *A&A*, [88](#), [334](#)
- Hardorp J., 1980b, *A&A*, [91](#), [221](#)
- Hardorp J., 1981, *A&A*, [96](#), [123](#)
- Hardorp J., 1982, *A&A*, [105](#), [120](#)
- Hardorp J., Tomkin J., 1983, *A&A*, [127](#), [277](#)

- Hardorp J., Tueg H., Schmidt-Kaler T., 1982, *A&A*, [107](#), [311](#)
- Kurucz R. L., Furenlid I., Brault J., Testerman L., 1984, Solar flux atlas from 296 to 1300 nm
- Lorenzo-Oliveira D., 2011, A relação entre atividade cromosférica e idade em estrelas de tipo solar, O Tripleteo Infravermelho do Ca II, Dissertação de Mestrado, Observatório do Valongo, Universidade Federal do Rio de Janeiro
- Lorenzo-Oliveira D., Porto de Mello G. F., Dutra-Ferreira L., Ribas I., 2016, *A&A*, [595](#), [A11](#)
- Lyra W., Porto de Mello G. F., 2005, *A&A*, [431](#), [329](#)
- Mayor M., Queloz D., 1995, *Nature*, [378](#), [355](#)
- Meléndez J., et al., 2012, *A&A*, [543](#), [A29](#)
- Meléndez J., Asplund M., Gustafsson B., Yong D., 2009, *ApJL*, [704](#), [L66](#)
- Meléndez J., Schuster W. J., Silva J. S., Ramírez I., Casagrande L., Coelho P., 2010, *A&A*, [522](#), [A98](#)
- Meléndez J., et al., 2014, *ApJ*, [791](#), [14](#)
- Moore C. E., Minnaert M. G. J., Houtgast J., 1966, The Solar Spectrum 2935Å to 8770Å
- Neckel H., 1986, *A&A*, [159](#), [175](#)
- Porto de Mello G. F., da Silva L., 1997, *ApJL*, [482](#), [L89](#)
- Porto de Mello G., del Peloso E. F., Ghezzi L., 2006, *Astrobiology*, [6](#), [308](#)
- Porto de Mello G. F., Lépine J. R., da Silva Dias W., 2009, in Meech K. J., Keane J. V., Mumma M. J., Siefert J. L., Werthimer D. J., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 420, Bioastronomy 2007: Molecules, Microbes and Extraterrestrial Life*. p. 349
- Porto de Mello G. F., da Silva R., da Silva L., de Nader R. V., 2014, *A&A*, [563](#), [A52](#)
- Ramírez I., Meléndez J., Asplund M., 2009, *A&A*, [508](#), [L17](#)
- Ramírez I., et al., 2014, *A&A*, [572](#), [A48](#)
- Robinson S. E., Strader J., Ammons S. M., Laughlin G., Fischer D., 2006, *ApJ*, [637](#), [1102](#)
- Robinson S. E., Ammons S. M., Kretke K. A., Strader J., Wertheimer J. G., Fischer D. A., Laughlin G., 2007, *ApJS*, [169](#), [430](#)
- Spina L., Meléndez J., Karakas A. I., Ramírez I., Monroe T. R., Asplund M., Yong D., 2016, *A&A*, [593](#), [A125](#)
- Tüg H., Schmidt-Kaler T., 1982, *A&A*, [105](#), [400](#)