

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

ANÁLOGAS SOLARES FRACAS PARA GRANDES TELESCÓPIOS

Riano Escate Giribaldi

Abril / 2015



UFRJ

Riano Escate Giribaldi

ANÁLOGAS SOLARES FRACAS PARA GRANDES TELESCÓPIOS

Dissertação de Mestrado apresentada ao programa de Pós-graduação em Astronomia do Observatório do Valongo, da Universidade Federal do Rio de Janeiro, como parte dos requisitos necessários à obtenção do título de mestre em Astronomia.

Orientador: Prof. Dr. Gustavo Federico Porto de Mello

Rio de Janeiro
Abril de 2015

Giribaldi, Riano E.

Análogas Solares Fracas Para Grandes Telescópios/ Riano Escate
Giribaldi

- Rio de Janeiro: UFRJ/OV, 2015

??????????

Orientador: Gustavo Federico Porto de Mello

Dissertação (Mestrado em Astronomia) – UFRJ / OV / Programa de Pós-
graduação em Astronomia, 2015.

Referencias bibliográficas: ????????

1. Estrelas 2. Análogas 3. Atmosferas Porto de Mello, Gustavo F. II.
Universidade Federal do Rio de Janeiro, Observatório do Valongo,
Programa de Pós-graduação em Astronomia, 2015 III. Título.

Agradecimentos

Este trabalho é produto das contribuições de varias pessoas nomeadas e não nomeadas nas seguintes linhas.

Agradeço aos meus pais Consuelo Giribaldi, Felix Escate, a minha avó Margarita Santamaría e a minha tia Rosa Giribaldi quem sempre acreditaram em mim e colocaram as minhas aspirações por diante das suas.

Ao meu orientador de mestrado Gustavo Porto de Mello pelos seus ensinamentos, a amizade oferecida, e a qualidade de trato entre pessoas, não limitada apenas às hierarquias.

Ao meu orientador de graduação Walter Guevara Day por ter me ajudado a chegar a esta casa e ter demonstrado ser um bom amigo.

Aos meus professores da pós-graduação do Observatório de Valongo que demostram a diferença no ensino quando há realmente vontade na profissão.

À minha irmã, a todas as pessoas que se preocuparam por mim na minha ausência, e as pessoas que me ofereceram ajuda sem expectativa de retribuição.

À agência CAPES, pela bolsa de mestrado que recebi durante dois anos.

Ao CNPq pelo financiamento para participação de missões de observação no LNA.

Resumo

Estrelas análogas e gêmeas solares são objetos fundamentais de calibração em astrofísica, oferecendo a possibilidade de representação do espectro de fluxo do Sol no céu noturno. Esse fato é de crucial importância na observação de curvas de refletância de corpos do Sistema Solar, como cometas e asteroides, uma vez que as observações devem ser corrigidas do espectro de fluxo do Sol. Particularmente, na observação de asteroides fracos, assim como nos cada vez mais relevantes objetos do Cinturão de Kuiper, existe uma demanda para análogas solares igualmente fracas. Não existe na literatura uma busca sistemática de análogas solares com essa finalidade. A nova geração de telescópios com aberturas superiores a 30 metros necessitará de análogas solares suficientemente fracas para permitir a observação de corpos do Sistema Solar cada vez mais fracos. Reportamos aqui uma busca de análogas solares com $V \sim 11$ no catálogo Hipparcos. Uma amostra de estrelas foi selecionada a partir da semelhança entre suas cores (B-V) e magnitudes absolutas e as solares, nos sistemas Johnson e Tycho. Observamos uma parte dessa amostra espectroscopicamente em baixa resolução e relação S/R moderadamente alta, no Observatório do Pico dos Dias. Calibramos índices espectrais para uma amostra de estrelas com parâmetros atmosféricos bem conhecidos, e demonstramos que nossas relações recuperam os parâmetros atmosféricos estelares T_{eff} , $[\text{Fe}/\text{H}]$ e $\log g$, para espectros com $S/R \sim 100$, com precisão de 250 K, 0.15 dex e 0.35 dex, respectivamente. Determinamos adicionalmente velocidades radiais para as candidatas observadas, e temperaturas efetivas fotométricas a partir de (B-V) de Johnson. Nossas candidatas a análogas possuem distâncias de 110 a 180 parsecs e investigamos a possibilidade de suas temperaturas efetivas fotométricas e magnitudes absolutas estarem afetadas por extinção interestelar. Os erros elevados dos modelos de avermelhamento, porém, impedem uma conclusão a respeito, pelo menos para essa faixa de distâncias. A escala de temperatura efetiva espectroscópica que estabelecemos a partir dos índices espectrais é consideravelmente mais quente que a escala fotométrica, um resultado que é encontrado por outros autores e que ainda permanece sem explicação satisfatória. Utilizamos os parâmetros atmosféricos determinados para propor uma lista inédita de análogas solares fracas selecionadas a partir de sua semelhança com os parâmetros solares, dentro dos erros. Essas estrelas podem ser usadas, dentro das incertezas especificadas, como representação do espectro do Sol para diversas finalidades.

Palavras-chave: estrelas: tipo solar – estrelas: parâmetros fundamentais – estrelas: abundâncias – estrelas: atmosferas

Abstract

Solar analogs and twins are fundamental calibration objects in astrophysics, offering the possibility of representing the solar flux distribution in the night sky. This is crucial in the observation of reflectance curves of Solar System bodies, such as comets and asteroids, since the solar spectral signature must be corrected off the observations. Particularly, in the observation of faint asteroids, as well as the increasingly relevant Kuiper Belt objects, there is a demand for equally faint solar analogs. No systematic search of solar analogs towards this goal has been reported in the literature. The new generation of large aperture telescopes, in excess of 30 meters, will demand sufficiently faint solar analogs to allow the observation of ever fainter Solar System bodies. We report a search for solar analogs with $V \sim 11$ in the Hipparcos catalog. A sample of stars was selected from the likeness of their (B-V) colors and absolute magnitudes to the solar ones, in the Johnson and Tycho systems. We observed spectroscopically a part of this sample, with low resolution and moderately high S/N ratio, at the Pico dos Dias Observatory. We calibrated spectral indices for a sample of stars with well-known atmospheric parameters, and we show that our relations recover the stellar atmospheric parameters T_{eff} , [Fe/H] and $\log g$, for $S/N \sim 100$ spectra, with a precision of 250 K, 0.15 dex and 0.35 dex, respectively. We additionally determined radial velocities for the candidates, and photometric effective temperatures from the (B-V) Johnson color. Our solar analog candidates lie at distances between 110 and 180 parsecs, and we investigated possible effects of interstellar extinction in their colors and absolute magnitudes. The high uncertainties of the reddening models, however, preclude a definite conclusion on this, at least for this distance range. The spectroscopic effective temperature scale we establish from the spectral indices is considerably hotter than the photometric one, a result that has been found by other authors and that remains without a satisfactory explanation. We employ our determination of atmospheric parameters to present a new list of faint solar analogs selected by their similarity to the solar parameters, within the errors of the analysis. Such stars can be successfully used, within specified uncertainties, as representations of the solar flux spectrum for a variety of tasks.

Keywords: stars: solar-type – stars: fundamental parameters – stars: abundances – stars: atmospheres

Índice

Agradecimentos

Resumo	v
Abstract	vi
Índice	vii
Lista de Figuras	ix
Lista de Tabelas	xii
1. Introdução	1
2. Amostra, Observações e Reduções	6
2.1. Seleção da Amostra de Estrelas Candidatas a Análogas Fracas	6
2.1.1. Testes de Seleção	8
2.2. Observações	13
2.2.1. Estrelas Candidatas Observadas	13
2.2.2. Estrelas de Calibração	16
2.3. Redução dos Espectros	21
2.3.1. Extração dos Espectros Unidimensionais (1D)	21
2.3.2. Calibração de Comprimento de Onda	22
2.3.3. Normalização	24
2.3.4. Relação Sinal-ruído dos Espectros	26
3. Velocidades Radiais e Correção dos Desvios Doppler	32
3.1. Escolha da Estrela Padrão	33
3.2. Velocidades Heliocêntricas e Correções Doppler	38
4. Definição e Medição dos Índices Espectrais	43
4.1. Definição e Medição dos Índices	43
4.2. Homogeneização dos Índices	52
5. Calibração de Índices para Derivação dos Parâmetros Atmosféricos	63
5.1. Construções das Calibrações	63

5.2. Testes de Calibração e Índices Úteis	70
5.3. Determinação de Parâmetros Atmosféricos e Incertezas Associadas	74
5.4. Recuperação de Parâmetros Atmosféricos das Estrelas de Calibração	80
5.4.1 Outliers	81
6. Fotometria e Correção da Extinção	92
6.1. Extinção	92
6.2. Estimações de Extinção com o Modelo <i>Arenou</i>	95
6.3. Estimação de Incertezas	98
7. Análise e Discussão	103
7.1. Parâmetros Atmosféricos das Candidatas derivados dos Índices Espectroscópicos	103
7.2. Temperaturas Efetivas Fotométricas	109
7.3. Compatibilidade das Escalas de Temperatura	115
7.4. Possível Influência da Extinção sobre as Discrepâncias entre as Escalas de Temperatura das Candidatas	119
7.5. Análogas Solares Fracas	122
8. Conclusões e Perspectivas	125
Referências	128

Lista de Figuras

2.1	Distribuição de magnitude absoluta M_V^{Tycho} vs. cor $(B-V)^{\text{Tycho}}$ da amostra de estrelas candidatas a análogas fracas	9
2.2	Distribuição de parâmetros atmosféricos, e das estrelas de calibração	18
2.3	Exemplo de um espectro normalizado de uma das estrelas da amostra de calibração e uma das estrelas candidatas	25
2.4	Exemplo de um espectro normalizado de uma das estrelas candidatas	25
2.5a	Janelas de contínuo selecionadas para a medida da razão S/R: 1, 2 e 3	28
2.5b	Janelas de contínuo selecionadas para a medida da razão S/R: 4, 5, 6, 7 e 8	29
2.5c	Janelas de contínuo selecionadas para a medida da razão S/R: 9, 10 e 11	30
2.6	Estimativa de sinal-ruído para os espectros das estrelas HD 20029 e HD 150248	31
2.7	Sinal-ruído das estrelas de calibração e candidatas, com barras de incerteza	31
3.1	Comparação de medições de velocidades heliocêntricas com as medições da literatura na seleção da estrela padrão	35
3.2	Comparação entre as velocidades heliocêntricas obtidas neste trabalho para as estrelas de calibração com medições da literatura	40
4.1	Seção do espectro solar para seleção dos índices	45
4.2	Seção do espectro solar e das estrelas HD 19378 e HD 182572 para seleção e discriminação dos índices	47
4.3	Medidas de FWHM dos espectros das missões	53
4.4	Diagrama de compatibilização das missões	55
4.5	Compatibilização entre as missões 3 e 1 com espectros da estrela HD 146233	58
4.6	Compatibilização entre as missões 3 e 1 com espectros da estrela HD 150248	59

4.7	Compatibilização entre as missões 5 e 6 com espectros da estrela HD 20029	60
4.8	Compatibilização entre as missões 6 e 4 com espectros da estrela HD 34721	61
5.1	Larguras equivalentes medidas para o índice 18 em função dos parâmetros atmosféricos	64
5.2	Exemplos de calibração para o índice 18	71
5.3	Resíduos para as calibrações do índice 18 em função de T_{eff} , $[\text{Fe}/\text{H}]$, $\log g$	73
5.4	Matriz de todas as combinações possíveis de índices espectrais calculados com as calibrações dos índices espectrais <i>úteis</i>	76
5.5	Regressão linear dos valores de v_s vs. das estrelas de calibração com dois espectros	79
5.6	Resíduos entre parâmetros atmosféricos derivados com os índices espectrais para as estrelas de calibração e os parâmetros da literatura em função da literatura	83
5.7	Resíduos entre parâmetros atmosféricos derivados com os índices espectrais para as estrelas de calibração e os parâmetros da literatura em função dos da literatura	84
5.8	Resíduos entre parâmetros atmosféricos derivados com os índices espectrais para as estrelas de calibração e os parâmetros da literatura em função de v_s da literatura	85
5.9	Distribuições dos resíduos entre parâmetros atmosféricos derivados com os índices espectrais e os parâmetros da literatura em função da relação sinal-ruído	86
5.10	Incertezas internas chi-quadrado dos parâmetros atmosféricos derivados com os índices espectrais das estrelas de calibração em função da relação sinal-ruído	87
6.1	Estimação de extinção na banda V do sistema Johnson em função da distância para as candidatas	97
6.2	Estimação de excesso de cor em função da distância para as candidatas	98

7.1	Distribuição de metalicidade e temperatura efetiva das candidatas derivadas com os índices espectroscópicos	107
7.2	Distribuição de gravidade superficial e temperatura efetiva das candidatas derivadas com os índices espectroscópicos	107
7.3	Distribuição de gravidade superficial e metalicidade das candidatas derivadas com os índices espectroscópicos	108
7.4	Distribuição das incertezas dos parâmetros atmosféricos derivados dos 23 espectros das candidatas, em função da relação da relação sinal-ruído	108
7.5	Diferença entre as temperaturas fotométricas “corrigidas” e não-corrigidas do avermelhamento, em função da distância	113
7.6	Diferença entre as temperaturas efetivas fotométricas e espectroscópicas das estrelas candidatas em função do avermelhamento	114
7.7	Diferença entre as temperaturas efetivas fotométricas corrigidas e espectroscópicas das estrelas candidatas em função do avermelhamento	114
7.8	Comparação de escalas de temperatura efetiva da literatura e fotométrica para as estrelas de calibração	117
7.9	Comparação de escalas de escalas de temperatura efetiva fotométrica e espectroscópica da amostra de estrelas candidatas contra a temperatura efetiva espectroscópica; distribuição das diferenças entre as temperaturas fotométrica e espectroscópica em função da metalicidade	118
7.10	Diferença entre a temperatura fotométrica “corrigida” do avermelhamento e a temperatura efetiva espectroscópica em função da temperatura efetiva espectroscópica	120
7.11	Diferença entre as temperaturas efetivas fotométricas e espectroscópicas das estrelas candidatas em função da temperatura efetiva espectroscópica	123

Lista de Tabelas

2.1	Seleção de candidatas a análogas solares fracas	11
2.2	Data das missões e espectros adquiridos	14
2.3	Candidatas observadas	15
2.4	Estrelas de calibração	19
2.5	Identificação manual de linhas para calibração pixel-comprimento de onda	23
2.6	Janelas de contínuo selecionadas para a estimativa da razão S/R	26
3.1	Linhas usadas para cálculo "manual" da velocidade observada na seleção da estrela padrão	34
3.2	Velocidades radiais das estrelas padrão adotadas mediante o método manual	37
3.3	Comparação entre as velocidades heliocêntricas das estrelas de calibração com medições da literatura	41
3.4	Velocidades radiais heliocêntricas das candidatas	42
4.1	Índices espectrais e as suas propriedades	48
4.2	Data e resolução espectral medida das missões	54
4.3		
4.4	Conversões para a compatibilização das missões	56
4.5	Parâmetros de ajuste linear dos resíduos	56
5.1	Variações dos índices nos espectros das estrelas de calibração com duas observações	77
5.2	Variações dos índices nos espectros da estrela HD 34721 com corte dos índices 18, 19, 20 e 21	79
5.3	Coefficientes polinomiais das regressões de calibração dos índices espectroscópicos	88
6.1	Extinção e avermelhamento das estrelas candidatas estimadas mediante o modelo Arenou	102
7.1	Parâmetros atmosféricos espectroscópicos das candidatas observadas	106
7.2	Temperaturas efetivas fotométricas das candidatas	110
7.3	Temperaturas efetivas fotométricas "corrigidas" das candidatas e suas incertezas	111

Capítulo 1

Introdução

O Sol é a estrela mais estudada e a mais bem conhecida. Devido a sua proximidade, é a única estrela para a qual praticamente todos os parâmetros físicos fundamentais são conhecidos com bom grau de aproximação, por exemplo: massa, composição química, idade, temperatura efetiva, raio, luminosidade, etc. Este fato coloca o Sol como o principal objeto de referência na astrofísica estelar. No entanto, e também devido à sua proximidade, o nível extremo de detalhe disponível para a sua observação se opõe diretamente à possibilidade de ser estudado observacionalmente da mesma forma em que são as outras estrelas.

Um dos problemas dessa conexão solar-estelar é a derivação acurada das características solares fotométricas nos vários sistemas fotométricos de uso comum. Este problema manteve-se durante vários anos nos quais não se chegou a um consenso sobre a cor do Sol, para a qual há uma extensão de estimativas entre 0.619 e 0.686 por diferentes autores (ver, por exemplo, Gray 1992). A identificação de estrelas semelhantes ao Sol possui um papel importante na solução deste problema, para as quais espera-se inferir as características observacionais (entre elas as cores fotométricas) do Sol como se fosse observado no céu noturno (Cayrel de Strobel et al. 1981, Cayrel de Strobel 1996).

As estrelas semelhantes ao Sol foram classificadas em três categorias definidas por Cayrel de Strobel (1996) de acordo com seu nível de similaridade, medido pelos seus parâmetros observacionais e físicos: estrelas de tipo solar, análogas solares, e gêmeas

solares. Notamos que, na literatura, em muitos casos estas definições têm sido usadas inapropriadamente, parcialmente nas primeiras abordagens sobre o tema, quando não havia definições bem estabelecidas. Em outros casos houve uso inapropriado das definições devido aos diferentes graus de similaridade considerados pelos autores de diferentes trabalhos.

As estrelas de tipo solar pertencem à categoria menos restritiva na qual a seleção é unicamente baseada na fotometria. Cayrel de Strobel (1996) e Neckel (1986c) definem um intervalo entre 0.48 e 0.80 no índice de cor ($B - V$) onde os autores encontram que é possível restringir, aproximadamente, estrelas semelhantes ao Sol em massa e estado evolutivo.

As gêmeas solares são estrelas cujas propriedades físicas em sua totalidade devem ser idênticas às do Sol dentro dos erros observacionais. Formalmente as gêmeas solares foram definidas por Cayrel de Strobel & Bentolila (1989) como estrelas (não binárias) idênticas ao Sol dentro das incertezas do sistema de medição, em todos os parâmetros astrofísicos fundamentais, como massa, composição química, temperatura efetiva, gravidade superficial, campos de velocidade fotosférica, atividade magnética, idade, luminosidade, e propriedades astrosismológicas. Conseqüentemente objetos com as mesmas características físicas devem mostrar características espectrofotométricas parecidas às do Sol, e isto inclui as cores. No entanto, devido a várias degenerescências, distintas combinações de parâmetros atmosféricos não necessariamente acarretam as mesmas cores, e estrelas com cores parecidas com as do Sol não necessariamente serão análogas solares.

Formalmente as estrelas análogas solares são estrelas que possuem parâmetros atmosféricos: temperatura efetiva, metalicidade e gravidade superficial, próximos aos do Sol. Como esta classificação leva em conta por definição a semelhança desses três parâmetros apenas, é esperado encontrar entre elas uma dispersão de grau evolutivo em torno do Sol, causada pelas diferenças de parâmetros externos a esta classificação, por exemplo, a massa, cujas variações são difíceis de detectar observacionalmente (pelo menos para estrelas que não formam parte de sistemas múltiplos). Por outro lado esta classificação não precisa ser muito rigorosa uma vez que o grau de semelhança da análoga usada em um estudo depende da qualidade das medições deste, e, ainda mais importante, do tipo de estudo para o qual a análoga é demandada. Como exemplo, temos o caso onde o pesquisador irá estudar o comportamento do Sol desde os primeiros estágios em que a estrela é muito ativa até aquele que o Sol irá assumir dentro de alguns bilhões de anos. Para este estudo o pesquisador não precisa de uma gêmea solar com parâmetros físicos quase indistinguíveis em relação ao Sol; em vez disso, é necessário um conjunto de estrelas com massas solares e de

composição química similar, mas diferentes idades. Outro exemplo relevante é o caso em que o pesquisador precisa remover o espectro solar da observação de um objeto do Sistema Solar, a fim de determinar seu espectro específico de refletância e/ou emissão, como é o caso de cometas e/ou asteroides. Neste caso, é necessário uma estrela que represente o espectro do Sol de forma precisa, pelo menos no intervalo espectral de estudo. Uma possibilidade seria a necessidade de uma estrela que possa representar bem o espectro solar no infravermelho, mas não necessariamente nos demais domínios espectrais. Estes exemplos expõem a necessidade do uso de análogas solares em diferentes graus de semelhança, a servirem como substitutos do Sol em diferentes estudos com diferentes enfoques.

A busca por estrelas análogas solares foi estimulada inicialmente por Hardorp (1978) na série de artigos *The Sun Among the Stars*, como tentativa de identificar estrelas de tipo G cujos espectros no ultravioleta, em torno da linha CN em $\lambda 3870$, pudessem coincidir com o do Sol (representado pelos satélites galileanos, a Lua e a luz espalhada do céu diurno). A lista de análogas de Hardorp é ainda amplamente citada na literatura, e. g. Alvarez-Candal et al. (2006). Grandes contribuições na busca, classificação e identificação de estrelas semelhantes ao Sol foram realizadas por Cayrel de Strobel (1996) e referências ali indicadas.

Uma aplicação fundamental de gêmeas e análogas solares está no estudo da composição mineralógica de corpos sem atmosfera no Sistema Solar. Tal estudo é feito majoritariamente a partir dos espectros de refletância (e. g. Duffard et al. 2006, Alvarez-Candal et al. 2006). Uma etapa importante do processo de obtenção de tais espectros de refletância consiste na remoção da assinatura espectral do Sol, o que pode ser realizado por meio da divisão do espectro do corpo pelo espectro de uma análoga solar. O uso de análogas solares com esse objetivo esbarra em algumas considerações de ordem prática, e uma delas é a magnitude aparente das análogas solares em comparação com a dos objetos de estudo.

Objetos do Sistema Solar tais como os asteroides de menor diâmetro e os objetos transnetunianos são bastante fracos; os primeiros, devido a suas dimensões; os últimos, devido a suas grandes distâncias. Além disso, há uma tendência crescente em descobertas de objetos transnetunianos cada vez mais distantes, sendo essa a fronteira do momento na pesquisa de pequenos corpos do Sistema Solar. Exemplos são os objetos do Cinturão de Kuiper, a distâncias de 30 a 50 unidades astronômicas (AU) desde o Sol, e ainda mais longe, objetos da hipotética Nuvem de Oort interior. Tal é o caso de Sedna e o recentemente descoberto 2012 VP₁₁₃ (Trujillo et al. 2014) cujos periélios situam-se a 76 e 80 AU do Sol respectivamente. Observações destes objetos necessitam de telescópios de classe de 8 a 10 metros ou superior. Breve veremos a

chegada da próxima geração de telescópios extremamente grandes e. g. o *European Extremely Large Telescope* (E-ETL) e o *Thirty Meter Telescope* (TMT) de 39.3 e 30 metros de abertura, respectivamente. Tais instrumentos estenderão as fronteiras de observabilidade no Sistema Solar exterior a distâncias ainda maiores.

Um problema recorrente no planejamento de observações de asteroides é a dificuldade na localização de estrelas análogas solares suficientemente próximas dos objetos de interesse; outro problema é que as análogas solares atualmente listadas tendem a ser demasiado brilhantes, o que muitas vezes impossibilita sua observação em telescópios da classe de 8 metros ou maiores. Além disso, muitas vezes a seleção de análogas solares é feita meramente através de cores UBVRI disponíveis, o que produz considerável incerteza quando o interesse está na distribuição de fluxo, além da ausência de informação para faixas espectrais mais amplas. Nesses casos, principalmente quando a região espectral de interesse está no ultravioleta, o conhecimento específico dos parâmetros atmosféricos é essencial para garantir a correta compensação da distribuição do fluxo do Sol.

Diante desses fatos, nosso objetivo é identificar estrelas análogas fracas bem distribuídas em ascensão reta e com declinação inferior a $+30^\circ$, para serem usadas em observações espectroscópicas com telescópios na classe de 8 metros ou superior. Para esse objetivo, selecionamos inicialmente uma amostra de estrelas do catálogo de Hipparcos, selecionadas pela similaridade de suas cores e magnitudes absolutas com os valores solares, nos sistemas fotométricos Johnson e Tycho. Propomos identificar análogas solares fracas determinando parâmetros atmosféricos desta amostra de estrelas candidatas, mediante uma análise espectroscópica de índices espectrais calibrados em estrelas com parâmetros atmosféricos bem conhecidos.

Esta dissertação está estruturada da seguinte forma. No capítulo 2, descrevemos a seleção, a partir da amostra de estrelas candidatas a serem análogas solares fracas, assim como as observações, reduções e características dos espectros adquiridos das estrelas observadas da seleção de candidatas. Ali também descrevemos as características da amostra de estrelas que usamos para a calibração dos índices espectrais. No capítulo 3, mostramos a metodologia aplicada para a estimação das velocidades radiais heliocêntricas das estrelas candidatas a análogas fracas (todas elas previamente sem qualquer determinação de velocidade radial) e a correção do desvio Doppler. No capítulo 4, descrevemos o processo de definição e medição dos índices espectrais, e a homogeneização destes índices entre as várias missões observacionais. No capítulo 5, descrevemos a calibração dos índices espectrais mediante uma análise multivariacional em função dos parâmetros atmosféricos de uma amostra de estrelas bem estudadas, e a discriminação dos índices espectrais úteis a serem usados na

derivação dos parâmetros atmosféricos das estrelas candidatas a análogas solares fracas. No capítulo 6, descrevemos a avaliação da possível influência da extinção sobre a fotometria das candidatas a análogas. No capítulo 7, mostramos os parâmetros atmosféricos derivados a partir dos índices espectrais e da fotometria, considerando a possibilidade destas serem afetadas pela extinção. Comparamos as nossas escalas de temperatura efetiva fotométrica e espectroscópica e fornecemos um *ranking* das nossas melhores análogas identificadas, em função das incertezas dos parâmetros atmosféricos e das magnitudes absolutas. Finalmente, no capítulo 8, resumimos as nossas conclusões e as possibilidades futuras desta pesquisa.

Capítulo 2

Amostra, Observações e Reduções

2.1. Seleção da Amostra de Estrelas Candidatas a Análogas Fracas

O objetivo principal deste projeto é identificar estrelas que possuem distribuição de fluxo semelhante à do Sol, tal como revelada por cores fotométricas, e que tenham magnitudes aparentes suficientemente fracas para serem usadas como análogas solares em observações espectroscópicas feitas com telescópios na classe de 8 m ou superior. Idealmente a identidade fotométrica das candidatas deveria ser verificada com a determinação espectroscópica de seus parâmetros atmosféricos.

Visamos identificar uma amostra adequada de estrelas candidatas a análogas solares suficientemente fracas para serem de interesse como análogas solares para grandes telescópios e, ao mesmo tempo, que possuam cores fotométricas de boa qualidade e sejam suficientemente brilhantes para serem submetidas a análises espectroscópicas. Esses interesses são, obviamente, conflitantes, na medida em que os dados pioram tanto em qualidade como em disponibilidade, à medida que consideramos objetos cada vez mais fracos.

A busca inicial de candidatas deve necessariamente considerar cores e magnitudes absolutas, por serem esses os observáveis que permitem uma seleção grosseira de estrelas candidatas a apresentar semelhança com o Sol (Porto de Mello et al. 2014). As cores suficientemente difundidas para serem de interesse a este projeto são o $(B - V)$ de Johnson e o $(B - V)^T$ do catálogo Tycho (Hoeg et al. 1997), sendo esta última cor

associada aos catálogos de onde magnitudes absolutas confiáveis e sistemáticas podem ser retiradas: os catálogos Tycho e Hipparcos (Perryman et al. 1997). Essa seleção inicial produzirá uma lista de estrelas a serem investigadas espectroscopicamente.

O procedimento inicial seguido é semelhante ao usado por Porto de Mello et al. (2014). Ao redor dos valores de cores e magnitude absoluta do Sol que são obtidos de acordo com o procedimento em Porto de Mello et al. (2014):

$$(B - V)_{\odot} = 0.654$$

$$(B - V)_{\odot}^T = 0.733$$

$$M_{V\odot} = 4.82$$

$$M_{V\odot}^T = 4.88$$

foram pesquisadas “caixas” no catálogo Hipparcos. Esse catálogo é completo apenas até a magnitude $V \sim 9$, mas lista estrelas até um pouco mais fracas que $V = 11$. Após $V = 9$, o catálogo vai se tornando cada vez mais incompleto. A grande vantagem do catálogo Hipparcos sobre o catálogo Tycho que suas paralaxes são muito mais precisas, permitindo uma seleção inicial baseada em magnitudes absolutas de modo muito mais confiável. Suas cores e magnitudes também são mais precisas, embora por outro lado o catálogo Tycho seja muito mais profundo, sendo completo até $V^T = 10$ e possuindo completude de 90% para $V^T \sim 10.5$ (Hoeg et al. 1997), magnitude na qual o catálogo Hipparcos já é bastante incompleto. A faixa de magnitudes de interesse para o projeto seria de estrelas mais fracas do que $V = 11$, mas infelizmente não existe na literatura um catálogo suficientemente completo em cores e paralaxes para estrelas de tipo solar nessa faixa. A consideração de todos esses fatos nos levou à escolha de usar o catálogo Hipparcos na seleção de nossa amostra, principalmente pela superioridade de seus dados, mas também pelo mesmo oferecer uma possibilidade de explorar magnitudes próximas do nosso objetivo de $V \sim 11$, embora esse limite represente o limite extremo de profundidade do Hipparcos, e sofre de séria incompletude.

Outra consideração importante é que a lista final de candidatas a serem investigadas espectroscopicamente deveria ter um tamanho compatível com a realização do projeto no Observatório do Pico dos Dias em um prazo de alguns anos. Essas considerações de ordem prática limitam a lista final a, no máximo, algumas dezenas de objetos.

2.1.1. Testes de Seleção

O procedimento de seleção começou com alguns testes grosseiros para avaliar o tamanho da amostra que seria selecionada a partir do catálogo *Hipparcos* em função das dimensões adotadas das “caixas” de seleção. Estes testes começaram com limites de magnitude entre $10.5 < V < 11.2$, uma vez que efetivamente o *Hipparcos* lista pouquíssimos objetos mais fracos que $V = 11.2$. Consideramos arbitrariamente erros representativos (valores correspondentes a um desvio padrão σ da média das estrelas selecionadas na caixa) de estrelas de tipo solar no *Hipparcos* com magnitudes $10 < V < 11$, sendo esses valores de:

$$\sigma(B - V) = 0.07$$

$$\sigma(B - V)^T = 0.12$$

$$\sigma(M_V) = 0.80$$

$$\sigma(M_V)^T = 0.80$$

As caixas correspondentes a uma seleção de 2σ têm larguras de duas vezes esses valores, por definição, e selecionam objetos cujos erros médios nesses mesmos parâmetros têm valores muito semelhantes aos usados para definir as caixas inicialmente, ou seja, existe uma consistência desejável entre os erros médios usados na definição inicial das caixas e os valores médios desses mesmos erros nas estrelas efetivamente selecionadas com esses critérios iniciais (ver Porto de Mello et al. 2014 para uma discussão mais completa do método).

Uma série de experimentos com valores dessa ordem produziu amostras com 200 a 300 membros, números que são inviáveis observacionalmente dentro de nossa proposta. A segunda etapa da seleção visou reduzir essa amostra a um menor tamanho, e usou o expediente de considerar, dentro da seleção inicial de objetos compatíveis com os valores solares a um nível de 2σ médios, independentemente de seus erros individuais, uma subamostra de objetos cujos erros individuais fossem iguais ou menores que os desvios médios dos quatro parâmetros de seleção.

A amostra final foi obtida a partir de uma amostra correspondente a uma convergência entre os valores adotados de desvio padrão iniciais da seleção e os erros médios padrão, efetivamente verificados na amostra selecionada. Essa amostra corresponde a um nível de dois desvios padrão de concordância entre os parâmetros das estrelas selecionadas e os parâmetros solares dos centros da caixa, e contém 203 estrelas. Os erros médios dessa amostra de 203 estrelas são:

$$\sigma(B - V) = 0.067$$

$$\sigma(B - V)^T = 0.112$$

$$\sigma(M_V) = 0.609$$

$$\sigma(M_V)^T = 0.682$$

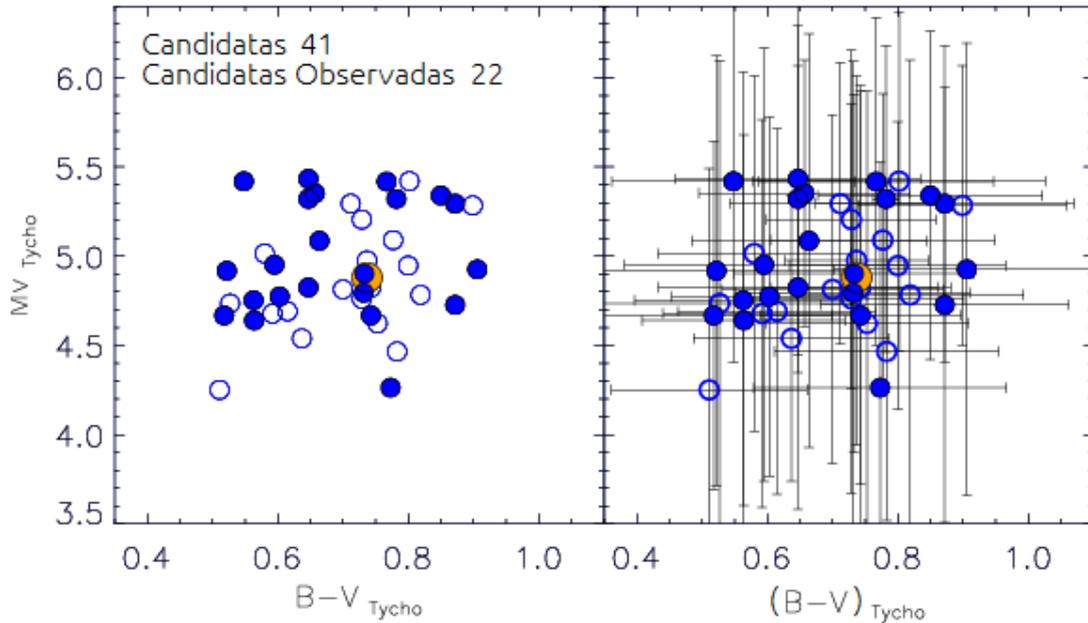


Figura 2.1. Esquerda. Distribuição de magnitude absoluta M_V^T vs. cor $(B - V)^T$ da amostra de estrelas candidatas a análogas fracas. As 22 candidatas observadas são os círculos preenchidos de cor azul, as não observadas são os círculos não preenchidos de cor azul. O Sol é mostrado em cor amarela com $M_{V\odot}^{\text{tycho}} = 4.88$ e $(B - V)_{\odot}^T = 0.737$. **Direita.** O mesmo que na esquerda, incluídas as barras de erro individuais.

Sobre essa amostra foram aplicados cortes em função dos erros médios, mas levando em conta os erros individuais dos objetos selecionados. Aplicamos os cortes inicialmente nas duas magnitudes absolutas, Johnson e Tycho, eliminando os objetos cujos erros individuais fossem superiores aos erros médios: esse corte deixou uma subamostra de 106 estrelas. O corte seguinte seguiu o mesmo procedimento na cor $(B - V)^T$, resultando em uma sub-amostra de 77 estrelas. O corte final foi feito na cor $(B - V)$ e nos forneceu a amostra final apresentada na Tabela 2.1, contendo exatamente 41 estrelas. Essa amostra final, portanto, corresponde às estrelas inicialmente selecionadas na caixa de dois desvios-padrão, mas com erros individuais iguais ou menores que os erros médios desta caixa. Na Figura 2.1 é mostrada a distribuição de magnitude absoluta M_V^T vs. cor $(B - V)^T$ da seleção de 41 estrelas candidatas.

Tabela 2.1. Seleção de Candidatas a Análogas Solares Fracas

Dados fotométricos e astrométricos da amostra de candidatas. Na primeira coluna número das candidatas no catálogo Hipparcos. A segunda e terceira colunas fornecem as coordenadas ascensão reta e declinação, respectivamente, para a época 2000.0. A quarta coluna é a magnitude visual no sistema Johnson. A quinta coluna é a magnitude absoluta visual no sistema Johnson e a incerteza associada. A sexta coluna é a cor ($B - V$) no sistema Johnson e a incerteza associada. As colunas 7 e 8 fornecem informação análoga às colunas 5 e 6 respectivamente para o sistema Tycho. As colunas 9 e 10 mostram a paralaxe e a sua incerteza, respectivamente, em milissegundos de arco.

HIP	AR	DEC	$V^{Johnson}$	$M_V^h \pm \sigma$	$(B - V)^h \pm \sigma$	$M_V^T \pm \sigma$	$(B - V)^T \pm \sigma$	π	$\sigma(\pi)$
991	0:12:18	-40:38:44	10.58	5.623 ± 0.496	0.600 ± 0.061	5.320 ± 0.487	0.647 ± 0.007	8.64	1.94
5811	1:14:33	-49:54:12	10.62	5.318 ± 0.451	0.700 ± 0.004	5.410 ± 0.459	0.767 ± 0.090	8.70	1.78
6089	1:18:11	-27:36:16	10.55	5.355 ± 0.488	0.661 ± 0.015	5.430 ± 0.495	0.647 ± 0.094	9.14	2.02
8853	1:53:51	-23:29:52	10.63	4.721 ± 0.689	0.530 ± 0.020	4.750 ± 0.640	0.563 ± 0.083	6.64	2.04
10663	2:17:13	-24:23:55	10.62	4.783 ± 0.616	0.570 ± 0.020	4.920 ± 0.602	0.522 ± 0.100	6.80	1.88
13052	2:47:45	+80:15:54	10.53	5.384 ± 0.378	0.784 ± 0.062	5.290 ± 0.392	0.899 ± 0.080	9.35	1.61
13964	2:59:49	-11:20:38	10.53	5.220 ± 0.497	0.556 ± 0.015	5.420 ± 0.506	0.548 ± 0.093	8.67	1.95
16294	3:30:03	+51:30:43	10.56	4.825 ± 0.564	0.520 ± 0.020	4.760 ± 0.545	0.729 ± 0.086	7.13	1.81
17514	3:45:00	-38:51:33	10.64	5.343 ± 0.403	0.598 ± 0.015	5.320 ± 0.429	0.782 ± 0.010	8.72	1.60
18941	4:03:36	-36:10:40	10.52	4.561 ± 0.527	0.590 ± 0.020	4.640 ± 0.519	0.564 ± 0.078	6.43	1.53
24742	5:18:19	-48:52:10	10.67	4.698 ± 0.476	0.529 ± 0.032	4.670 ± 0.488	0.518 ± 0.091	6.39	1.38
29100	6:08:17	-30:40:3	10.56	5.305 ± 0.347	0.611 ± 0.003	5.350 ± 0.373	0.657 ± 0.081	8.89	1.41
31845	6:39:30	-31:25:50	10.51	5.017 ± 0.394	0.626 ± 0.015	5.090 ± 0.410	0.777 ± 0.086	7.97	1.43
46072	9:23:41	+65:48:31	10.53	4.925 ± 0.551	0.675 ± 0.044	4.980 ± 0.517	0.737 ± 0.055	7.57	1.88
48272	9:50:29	-04:57:37	10.51	4.885 ± 0.622	0.536 ± 0.003	4.950 ± 0.606	0.595 ± 0.107	7.50	2.09
53442	10:55:58	+29:19:13	10.51	4.688 ± 0.564	0.552 ± 0.067	4.680 ± 0.543	0.592 ± 0.076	6.85	1.74
53990	11:02:39	-32:44:17	10.67	4.886 ± 0.703	0.550 ± 0.020	4.795 ± 0.648	0.732 ± 0.090	6.97	2.18
55229	11:18:36	+50:44:55	10.76	4.654 ± 0.719	0.688 ± 0.062	4.623 ± 0.650	0.753 ± 0.078	6.01	1.92
55619	11:23:43	-25:06:30	10.55	4.834 ± 0.501	0.667 ± 0.004	4.902 ± 0.502	0.733 ± 0.092	7.19	1.63

55809	11:26:11	+53:32:39	10.50	5.114 ± 0.485	0.654 ± 0.049	5.205 ± 0.474	0.729 ± 0.065	8.37	1.84
56870	11:39:34	-14:04:34	10.53	4.771 ± 0.650	0.645 ± 0.003	4.727 ± 0.609	0.872 ± 0.095	7.05	2.05
59223	12:08:47	+30:56:33	10.51	4.970 ± 0.504	0.542 ± 0.065	5.015 ± 0.497	0.580 ± 0.074	7.80	1.78
59369	12:10:49	+32:44:54	10.58	4.678 ± 0.523	0.573 ± 0.067	4.691 ± 0.512	0.615 ± 0.076	6.60	1.56
60523	12:24:25	+53:26:54	10.77	4.904 ± 0.587	0.680 ± 0.055	4.823 ± 0.551	0.743 ± 0.069	6.71	1.77
61835	12:40:17	+27:46:34	10.80	4.684 ± 0.727	0.588 ± 0.015	4.735 ± 0.680	0.527 ± 0.103	5.98	1.93
61957	12:41:51	+26:49:47	10.54	4.250 ± 0.670	0.585 ± 0.015	4.251 ± 0.620	0.511 ± 0.075	5.52	1.65
63588	13:01:51	+27:20:15	10.70	5.415 ± 0.452	0.594 ± 0.015	5.420 ± 0.474	0.802 ± 0.112	8.77	1.80
67215	13:46:26	+82:31:46	10.52	4.429 ± 0.470	0.695 ± 0.065	4.466 ± 0.474	0.783 ± 0.086	6.05	1.29
67692	13:51:59	+26:38:11	10.94	4.919 ± 0.678	0.750 ± 0.015	4.926 ± 0.634	0.906 ± 0.102	6.25	1.89
69232	14:10:27	-13:56:00	10.67	4.833 ± 0.644	0.605 ± 0.025	4.825 ± 0.621	0.647 ± 0.107	6.80	1.96
69477	14:13:25	+23:54:03	10.53	4.746 ± 0.511	0.562 ± 0.066	4.774 ± 0.503	0.603 ± 0.075	6.97	1.61
69554	14:14:14	+38:19:58	10.79	4.738 ± 0.724	0.723 ± 0.066	4.783 ± 0.658	0.819 ± 0.087	6.16	1.98
73234	14:58:03	+09:24:02	10.59	6.681 ± 0.707	0.680 ± 0.061	4.668 ± 0.644	0.743 ± 0.077	6.58	2.07
73854	15:05:37	+45:23:49	10.53	4.945 ± 0.385	0.724 ± 0.064	4.947 ± 0.403	0.800 ± 0.083	7.64	1.34
74061	15:08:09	+39:58:12	10.58	4.730 ± 0.487	0.633 ± 0.064	4.814 ± 0.488	0.700 ± 0.085	6.76	1.49
75685	15:27:42	-02:45:18	10.51	5.262 ± 0.424	0.730 ± 0.015	5.294 ± 0.443	0.872 ± 0.099	8.92	1.72
76272	15:34:45	+62:16:44	10.52	4.499 ± 0.383	0.592 ± 0.065	4.539 ± 0.400	0.637 ± 0.075	6.25	1.09
102416	20:45:13	+60:19:35	10.52	4.591 ± 0.370	0.642 ± 0.064	5.294 ± 0.394	0.712 ± 0.085	6.52	1.10
107605	21:47:41	-41:51:17	10.60	4.990 ± 0.602	0.640 ± 0.020	5.086 ± 0.579	0.664 ± 0.090	7.55	2.04
110560	22:23:49	+24:23:34	10.64	4.389 ± 0.678	0.573 ± 0.016	4.263 ± 0.633	0.773 ± 0.097	5.62	1.70
111826	22:39:01	+32:18:04	10.53	5.262 ± 0.454	0.762 ± 0.065	5.340 ± 0.460	0.850 ± 0.086	8.84	1.82

2.2. Observações

As observações dos espectros que chamaremos “espectros OPD” foram realizadas com o espectrógrafo coudé com rede de difração de 600 linhas/mm e detector CCD WI105 com tamanho de imagem 2048 x 2048 pixels e tamanho do pixel 13.5 x 13.5 micra, configuração acoplada ao telescópio de 1.60m do Observatório Pico dos Dias (OPD, Brasópolis, Brasil), operado pelo Laboratório Nacional de Astrofísica (LNA/CNPq), numa série de 8 missões entre os anos 2008 e 2013 (ver Tabela 2.2). Os espectros cobrem uma faixa de 500 Å, centrados aproximadamente em $\lambda 6563$ (H α).

A resolução nominal está em torno de $R = 8000$ por elemento de resolução. No entanto a resolução de todos os espectros não é completamente homogênea. Na seção 4.3 é mostrado o processo de estimativa da resolução das missões e o procedimento de compatibilização entre elas. A razão sinal-ruído S/R dos espectros adquiridos varia entre 67 e 800; essa estimativa é mostrada em detalhe na Seção 2.4. O total de dados adquiridos é composto por duas amostras de estrelas. A primeira amostra contém as estrelas candidatas a análogas solares fracas observadas entre as selecionadas mediante o método descrito na Seção 2.1. A segunda amostra, designada como estrelas de calibração, é formada por estrelas de parâmetros atmosféricos bem conhecidos determinados a partir de análises com espectros de alta resolução, e foi usada para construir as calibrações de índices espectrais usadas para obtermos os parâmetros atmosféricos espectroscópicos $T_{\text{eff}}^{\text{spec}}$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ e $\log g$ das candidatas a análogas.

2.2.1. Estrelas Candidatas Observadas

Das 41 estrelas selecionadas na Seção 2.1 apresentadas na Tabela 2.1, 22 foram observadas. Das 22 estrelas observadas, 3 foram observadas nas últimas duas missões e ainda não contam com espectros reduzidos. Portanto, este trabalho se refere às 19 estrelas com espectros reduzidos, e a estas estrelas chamaremos daqui em diante “candidatas”. Das 19 candidatas, 4 possuem dois espectros adquiridos em diferentes noites: HIP 53990 e HIP 75685 (missões 1 e 2); HIP 110560 (missões 1 e 6); HIP 10663 (duas vezes na missão 5). Os espectros das candidatas cobrem uma faixa de razão sinal ruído S/R entre 67 e 210, com uma média de 118 (o processo de estimativa de S/R é mostrado na Seção 2.4). Na Tabela 2.3, apresentamos a lista de candidatas observadas.

Tabela 2.2. Data das missões e espectros adquiridos

Na primeira coluna é fornecida a identificação da missão em que os dados foram adquiridos. A segunda fornece a data de aquisição. A terceira coluna fornece a largura à meia-altura (FWHM) dos espectros correspondentes à missão, este valor foi estimado com a média das medições nos espectros de cada dia dentro da missão (ver seção 4.3). A quarta e quinta colunas fornecem o número de espectros de candidatas e estrelas de calibração, respectivamente, adquiridos na missão (as missões podem conter estrelas cujos espectros também foram adquiridos em outras missões).

Missão	Data	FWHM (Å)	Espectros de Candidatas	Espectros de Estrelas de Calibração
1	19 - 22 de junho de 2008	0.8076	5	42
2	21 de julho de 2008	0.8115	9	—
3	1 - 2 de abril de 2009	0.8314	0	3
4	28 – 31 de março de 2011	0.8319	3	13
5	3 – 7 de outubro de 2011	1.0418	5	7
6	30 de outubro a 2 de novembro de 2014	0.9823	1	14
7	5 a 7 de dezembro de 2014	Não estimado	2	—
8	26 de fevereiro de 2015	Não estimado	2	3

Tabela 2.3. Candidatas Observadas

Na primeira coluna listamos o número no catalogo Hipparcos. A segunda coluna fornece a magnitude visual no sistema Johnson. A terceira coluna fornece a sinal-ruído dos espectros adquiridos; em caso da estrela ter sido observada duas vezes, a sinal-ruído do segundo também é colocado, Na quarta coluna fornece a missão de aquisição dos espectros que estão detalhadas na Tabela 2.2.

HIP	V^{Johnson}	S/R	Missão
991	10.58	108	2
5811	10.62	112	2
6089	10.55	126	2
8853	10.63	89	2
10663	10.62	120,88	5, 5
13964	10.53	210	5
17514	10.64	Não estimado	7
18941	10.52	114	5
24742	10.67	Não estimado	7,8
29100	10.56	Não estimado	8
48272	10.51	92	1
53990	10.67	102,101	1, 2
55619	10.55	121	4
56870	10.53	122	4
67692	10.94	92	4
69232	10.67	81	2
69477	10.53	114	2
73234	10.59	87	1
75685	10.51	72, 131	1, 2
107605	10.60	170	2
110560	10.64	68, 69	1, 6
111826	10.53	125	6

2.2.2. Estrelas de Calibração

Ghezzi et al. (2014) demonstraram que, para estrelas de tipo solar, determinados intervalos do fluxo espectral que reúnem varias linhas espectrais em uma boa característica espectral (índices espectrais, maior detalhe no Capítulo 4) respondem bem a uma interdependência de ordem quadrática entre os parâmetros atmosféricos (T_{eff} , $[\text{Fe}/\text{H}]$, e $\log g$) da estrela. Iremos calibrar estas interdependências com espectros de boa qualidade em sinal-ruído de estrelas com parâmetros atmosféricos bem conhecidos e determinados por técnicas espectrais de alta precisão, com o objetivo de usar essa calibração para determinar os parâmetros atmosféricos das candidatas.

Com este objetivo, selecionamos um conjunto de estrelas de tipo solar com boa dispersão de parâmetros atmosféricos em torno dos do Sol, de tal forma que os espaços dos parâmetros ficassem cobertos o mais homoganeamente possível. Desse conjunto, conseguimos observar uma amostra composta por 69 estrelas as quais chamaremos doravante “estrelas de calibração”, apresentadas na Tabela 2.4 pelo número no catálogo Henry Draper (HD), com a única exceção de BD +15 3364. Das 69 estrelas de calibração, 10 possuem dois espectros adquiridos em diferentes noites (as noites de aquisição podem ser na mesma ou em diferentes missões), estas são: HD 146233 e HD 150248 (missões 1 e 3); HD 112164 e HD 131117 (duas vezes na missão 4); HD 34721 (missões 4 e 6); HD 20029, HD 206395, HD 212330, HD 205420 e HD 215648 (missões 5 e 6). Os espectros cobrem uma faixa de razão sinal-ruído S/R entre ~ 70 e ~ 800 , com média de 264, há 11 espectros com $S/R < 150$ e só 1 com $S/R < 100$. O método de estimativas S/R é mostrado na Seção 2.4.

Na Figura 2.2 é mostrada a extensão da cobertura do espaço de parâmetros atmosféricos das estrelas de calibração que é razoavelmente boa nos seguintes intervalos: $5500 \leq T_{\text{eff}} \leq 6300$ K, $-0.40 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0.40$ dex e $3.90 \leq \log g \leq 4.60$ dex. A metalicidade é o logaritmo da razão entre a abundância numérica do ferro na estrela e a abundância solar $[\text{Fe}/\text{H}] = \log\left(\frac{\text{Fe}}{\text{H}}\right)_* - \log\left(\frac{\text{Fe}}{\text{H}}\right)_{\odot}$.

Não é necessário para nosso estudo estender demasiadamente o espaço de parâmetros coberto, considerando que nosso objetivo é determinar parâmetros atmosféricos de uma amostra de estrelas candidatas a serem análogas solares, que naturalmente esperamos encontrar com parâmetros agrupados próximos aos do Sol. Contudo, é importante manter uma cobertura razoavelmente extensa para garantir calibrações consistentes. Os parâmetros solares adotados que serão o ponto de referência deste trabalho são $T_{\text{eff}} = 5777$ K (Neckel 1986b), $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$ dex e $\log g = 4,44$ dex.

Os parâmetros atmosféricos T_{eff} , $[\text{Fe}/\text{H}]$ e $\log g$ de $\sim 90\%$ da amostra listados na Tabela 2.4 foram tomados de três fontes da literatura, estas são: 39 estrelas de Ghezzi et al. (2010a,b) onde os autores descrevem a derivação homogênea dos parâmetros atmosféricos mediante análise espectroscópica baseada em equilíbrio de excitação e ionização de linhas de Fe I e Fe II usando as grades do modelo de atmosferas ATLAS9 (Castelli & Kurucz 2004); 16 estrelas de Porto de Mello et al. (2014), onde a derivação dos parâmetros atmosféricos foi obtida a partir de ajustes de perfis da linha $H\alpha$ construídas pelo modelo de atmosferas MARCS (Edvardsson et al. 1993) e calibrações fotométricas de temperaturas efetivas determinadas por IRFM (*Infrared Flux Method*); 7 estrelas de da Silva & Porto de Mello (2000) mediante análise espectroscópica baseada em equilíbrio de excitação e ionização de linhas de Fe I e Fe II.

Os parâmetros atmosféricos das estrelas restantes, derivados mediante análise espectroscópica baseada em equilíbrio de excitação e ionização são extraídos das seguintes fontes: 2 estrelas de da Silva et al. (2011), usando a grade derivada por Kurucz (1993); 2 estrelas de Bensby et al. (2003), usando o código MARCS (Gustafsson et al. 1975, Edvarson 1993); 1 estrela de da Silva et al. (2012), usando o código MARCS; 1 estrela de Luck & Heiter (2006), usando o código MARCS, e 1 estrela com parâmetros ainda não publicados.

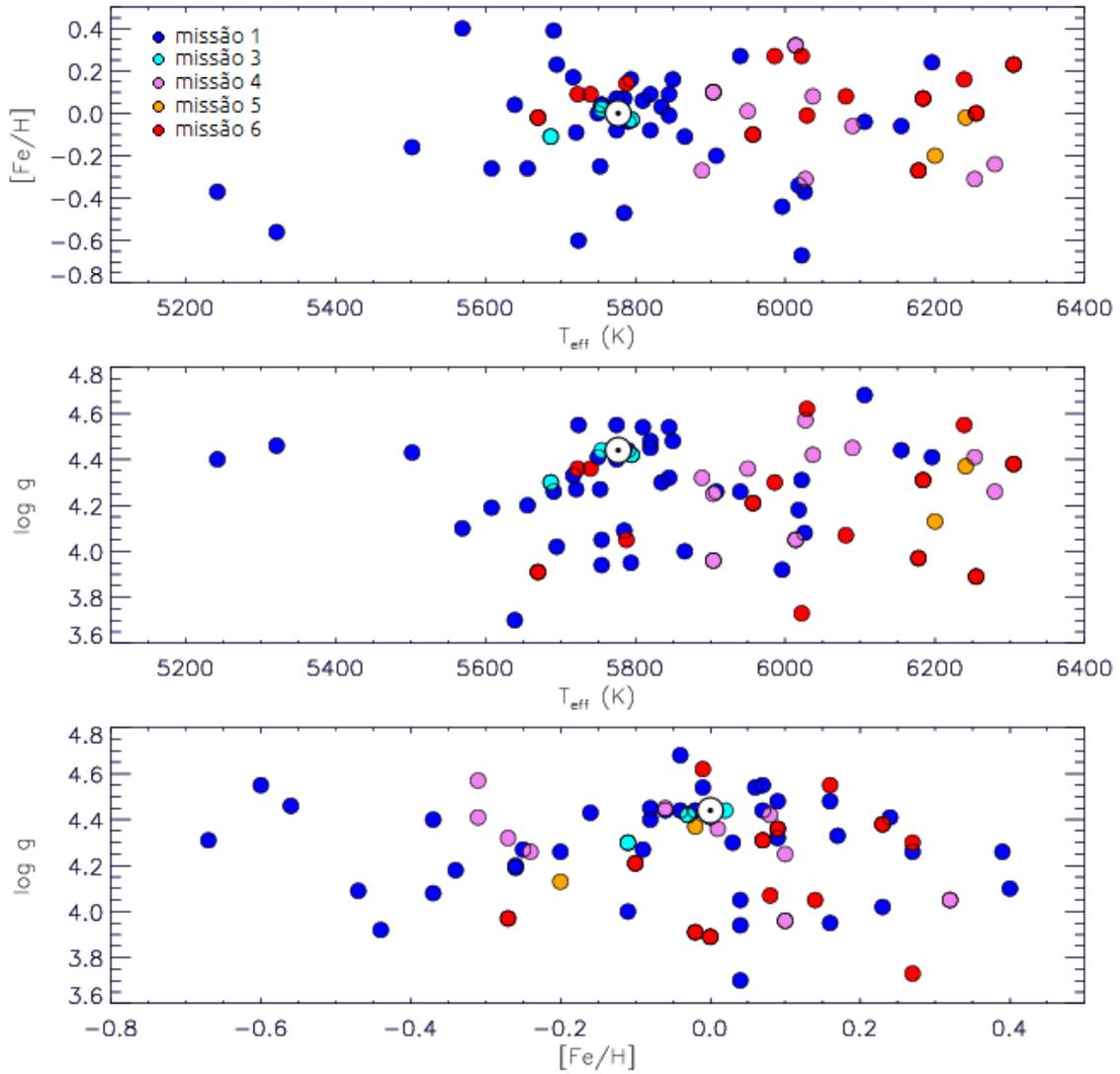


Figura 2.2. Distribuição de parâmetros atmosféricos T_{eff} , $[\text{Fe}/\text{H}]$, e $\log g$ das estrelas de calibração. As estrelas estão identificadas por código de cor em função da missão de aquisição dos espectros, segundo o código mostrado no gráfico superior. Os parâmetros solares estão representados pelo símbolo \odot com $T_{\text{eff}} = 5777$ K; $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$ dex; e $\log g = 4,44$ dex.

Tabela 2.4. Estrelas de Calibração

Parâmetros atmosféricos da amostra de estrelas de calibração utilizados na calibração dos índices espectroscópicos, e sinal-ruído de seus espectros. A primeira coluna fornece o número de Catalogo Henry Draper (HD). A segunda coluna fornece a temperatura efetiva em Kelvin, a terceira coluna, a metalicidade, a quarta coluna, a gravidade superficial. A coluna 5 fornece a fonte dos parâmetros atmosféricos codificada por número: 1 Ghezzi et al. (2010a,b), 2 Porto de Mello et al. (2014), 3 da Silva et al. (2012), 4 da Silva et al. (2011), 5 da Silva & Porto de Mello (2000), 6 Besnby et al. (2003), 7 Luck & Heither (2006), 8 Não publicado. A coluna 6 fornece a estimativa da razão sinal-ruído dos espectros adquiridos (ver seção 2.4). A última coluna fornece a missão de aquisição do espectro.

HD	T_{eff}	[Fe/H]	$\log g$	Autores	S/R	Missão
1461	5717	0.17	4.33	1	155	1
1581	5908	-0.20	4.26	1	166	1
2151	5866	-0.11	4.00	1	324	1
4391	5820	-0.08	4.45	8	201	1
7570	6196	0.24	4.41	1	297	1
8291	5835	0.03	4.30	2	141	1
9562	5794	0.16	3.95	1	217	1
9986	5820	0.09	4.48	2	297	1
10647	6155	-0.06	4.44	1	223	1
10700	5321	-0.56	4.46	1	471	1
12264	5810	0.06	4.54	2	194	1
16417	5788	0.14	4.05	1	272	6
17051	6239	0.16	4.55	1	269	6
19994	6081	0.08	4.07	1	192	6
20010	6280	-0.24	4.26	7	368	4
20029	6184	0.07	4.31	1	224, 170	5, 6
20630	5723	0.09	4.36	1	274	6
30495	5740	0.09	4.36	5	237	6
30562	5986	0.27	4.30	5	424	6
34721	5957	-0.10	4.21	5	177, 252	4, 6
36553	6022	0.27	3.73	5	498	6
39091	6037	0.08	4.42	1	207	4
39587	6029	-0.01	4.62	1	426	6
43587	5950	0.01	4.36	5	109	4
43947	5889	-0.27	4.32	1	117	4
52298	6253	-0.31	4.41	1	204	4
65907	6027	-0.31	4.57	1	320	4
98649	5775	-0.02	4.44	2	151	1
105901	5845	-0.01	4.54	2	117	1
112164	6014	0.32	4.05	3	131, 228	4, 4
115382	5775	-0.08	4.40	2	106	1
117939	5608	-0.26	4.19	1	230	1
118598	5755	0.02	4.44	2	169	3
131117	5904	0.10	3.96	1	135, 184	4, 4

134060	5904	0.10	4.25	1	149	4
138573	5750	0.00	4.41	2	294	1
146233	5795	-0.03	4.42	2	313, 310	1,3
147584	6090	-0.06	4.45	6	332	4
150248	5687	-0.11	4.30	1	486, 134	1,3
156274	5242	-0.37	4.40	1	163	1
157089	5785	-0.47	4.09	1	182	1
159656	5845	0.09	4.32	2	357	1
160691	5695	0.23	4.02	1	263	1
162396	6026	-0.37	4.08	1	391	1
164595	5790	-0.04	4.44	2	147	1
172051	5502	-0.16	4.43	5	496	1
182572	5569	0.40	4.10	4	449	1
187237	5850	0.16	4.48	2	284	1
189567	5656	-0.26	4.20	1	431	1
190248	5691	0.39	4.26	1	273	1
193307	6018	-0.34	4.18	1	341	1
196378	5996	-0.44	3.92	1	409	1
196755	5639	0.04	3.70	1	243	1
199288	5724	-0.60	4.55	1	227	1
199960	5940	0.27	4.26	7	326	1
203608	6022	-0.67	4.31	1	214	1
205420	6255	0.00	3.89	1	450, 171	5, 6
206395	6305	0.23	4.38	1	256, 269	5, 6
206860	6106	-0.04	4.68	4	247	1
207043	5775	0.07	4.55	2	276	1
210918	5721	-0.09	4.27	1	161	1
211415	5753	-0.25	4.27	5	202	1
212330	5670	-0.02	3.91	1	279, 232	5, 6
215648	6178	-0.27	3.97	1	451, 301	5, 6
216436	5755	0.04	3.94	2	70	1
221287	6241	-0.02	4.37	1	236	5
221343	5755	0.04	4.05	2	177	1
222368	6200	-0.20	4.13	1	810	5
BD +15 3364	5785	0.07	4.44	2	175	1

2.3. Redução dos Espectros

2.3.1. Extração dos Espectros Unidimensionais (1D)

Os espectros são uma representação do fluxo de energia proveniente de um alvo com luz própria ou refletida. O fluxo é medido por uma série de configurações instrumentais em um sistema de aquisição e, em consequência, a qualidade desta medição será limitada pela capacidade dos instrumentos. Os erros de medição introduzidos pelos sistemas de aquisição de imagens astronômicas são conhecidos como assinatura instrumental e se manifestam de forma sistemática; assim os erros de medição mais relevantes são bem conhecidos e podem ser minimizados mediante técnicas de correção.

Para nossa configuração observacional, as principais fontes erro instrumental são o ruído de leitura do CCD e a não homogeneidade da resposta dos pixels do CCD à luz. Por este motivo, antes e após as observações de cada noite, é feita uma série de exposições bias e flat-field, que devem minimizar respectivamente as fontes de erro previamente mencionadas. A aquisição e redução das imagens até obtermos espectros 1D foram feitas usando o pacote de ferramentas IRAF¹, nas seguintes linhas é descrito o procedimento.

Combinam-se todas as imagens com o espectro do alvo, bias e flat-field usando a tarefa *imcombine*, sendo estas médias também conhecidas como masterbias e masterflat. O masterbias é subtraído da média das imagens dos espectros dos alvos e do masterflat. Por fim, efetua-se a divisão das últimas duas imagens produzidas:

$$\text{Espectro corrigido} = \frac{\text{Espectro observado} - \text{masterbias}}{\text{masterflat} - \text{masterbias}}$$

É necessário considerar que o espectro é produzido pela rede de difração a partir da imagem projetada da estrela, e que esta imagem chega distorcida devido à refração produzida nas camadas atmosféricas e no caminho ótico do espectrógrafo. A distorção apresenta-se como um disco de luz fraca espalhada em torno da fonte quase puntiforme e é conhecida como disco de *seeing*. A correção é efetuada com a tarefa *apscatter*, que permite ajustar uma função polinomial à luz espalhada em direção do

¹ *Image Reduction and Analysis Facility* (IRAF), distributed by National Optical Astronomical Observatories (NOAO), operated by Association of Universities for Research in Astronomy (AURA), incorporated under contract for National Science Foundation (NSF).

eixo espacial (perpendicular ao eixo de dispersão), pixel por pixel, e, assim, subtrair a contribuição da luz espalhada e do fundo do céu no espectro. Não se espera que a luz espalhada tenha um comportamento complexo, então foram necessários apenas polinômios de Legendre de grau 3 a 4 e, em raras ocasiões de grau 5 para obtermos bons ajustes. Após estes procedimentos, os espectros ficam livres das fontes de ruído instrumental mais importantes. O último passo é a eliminação do eixo espacial, e para isto foi usada a tarefa *apsum* que integra as intensidades apenas dos pixels que contribuem ao espectro, desconsiderando regiões externas. Depois de sua aplicação, temos finalmente o espectro de fluxo vs. dispersão conhecido como espectro unidimensional ou 1D.

2.3.2. Calibração de Comprimento de Onda

Os espectros reduzidos 1D não contam com parâmetro de medida no eixo de dispersão e devem ser calibrados a unidades de comprimento de onda, uma vez que todas as medições posteriores dependem de uma boa calibração dos espectros. Por este motivo o procedimento a seguir deve ser otimizado. Para a calibração foram adquiridos espectros de Tório-Argônio (Th-Ar) em cada noite de observação com a mesma configuração instrumental usada para os alvos e estes também foram reduzidos a 1D. A calibração pixel – comprimento de onda é desenvolvida mediante a tarefa IRAF *Identify* que determina uma equação de transformação da escala de pixels para comprimento de onda utilizando como padrão uma lista de linhas espectrais bem conhecidas. Este procedimento compreende duas partes importantes: uma lista padrão com uma boa quantidade de linhas identificadas, e uma seleção de algumas linhas evidentes para identificar-se manualmente. Uma linha evidente significa que a linha deve ser observada de forma nítida e suficientemente isolada para evitar superposições com outras linhas a fim de evitar subjetividades na identificação. Além disso, é importante uma boa distribuição de linhas padrão ao longo do espectro a fim de permitir uma calibração homogênea.

A seleção de linhas para identificação manual pode ser uma combinação entre todas as linhas contidas no intervalo espectral, que para nossos espectros é de 6300 a 6800 Å. Algumas reproduções de espectros Th-Ar disponíveis na internet podem ser de ajuda na identificação visual das linhas, mas também podem ser confusos, posto que o espectro Th-Ar produzido pela lâmpada do sitio de observação dificilmente apresenta características similares com espectros produzidos em outros locais, isto é, algumas linhas podem apresentar-se menos ou mais intensas ou inibidas, ou o espectro pode

não ser suficientemente detalhado por causa de diferenças em resolução. Afortunadamente o Manual do Espectrógrafo Coudé do OPD² fornece algumas linhas bem identificadas que podem servir como ponto de partida, e verificamos que essas linhas também se encontram na lista *thar.dat* de IRAF. Após várias avaliações com várias combinações de identificações manuais, a combinação que produz melhores resultados é a lista *thar.dat* e a identificação manual de 14 linhas que é mostrada na tabela 2.5. Os parâmetros de ajuste polinomial a selecionar na aplicação da tarefa *identify* são: polinômios de Legendre de grau 7, extensão de erro de ajuste para eliminação de outliers de 2σ , e 10 iterações. Com esses parâmetros são obtidos, em todo domínio espectral do ajuste, erros quadráticos médios entre 0.004 e 0.007 Å para todos nossos espectros, os quais são considerados razoavelmente baixos.

O ajuste encontrado é a função de conversão pixel - comprimento de onda. Para aplicar a conversão aos espectros dos alvos associamos todos os espectros de uma noite de observação ao espectro calibrado de Th-Ar usando a tarefa *dispcor*. O procedimento é repetido usando as mesmas linhas com os mesmos parâmetros de ajuste a cada conjunto de espectros de cada noite de observação.

Tabela 2.5. Identificação manual de linhas para calibração pixel – comprimento de onda

λ central	Fonte
6307.6570	IRAF
6369.5748	IRAF, OPD
6416.3071	IRAF, OPD
6483.0825	IRAF, OPD
6538.1120	IRAF, OPD
6583.9060	IRAF, OPD
6604.8534	IRAF, OPD
6660.6761	IRAF
6664.0510	IRAF
6666.3588	IRAF, OPD
6722.8899	IRAF
6752.8335	IRAF
6778.3123	IRAF
6787.7364	IRAF

2 http://www.lna.br/opd/instrum/manual/Manual_160mOPD_Cap3.pdf

2.3.3. Normalização

As regiões de contínuo espectral são, em princípio, carentes de qualquer tipo de estrutura espectral. Em estrelas de tipo solar, a localização de regiões de contínuo não é um procedimento simples de direta observação, devido à combinação entre as moderadas metalicidades e temperaturas efetivas relativamente baixas, que produzem grande número de características espectrais em curtas extensões de comprimento de onda. A procura de regiões de contínuo aumenta ainda mais em grau de complexidade à medida que piora a resolução dos espectros onde as características espectrais cobrem cada vez maiores extensões de comprimento de onda, produzindo superposição.

Neste estudo, como foi mencionado anteriormente, iremos inferir o modo pelo qual as características espectrais são modeladas a partir das inter-relações entre os parâmetros atmosféricos estelares, sendo então de grande importância tomar medições dessas características espectrais com um bom nível de precisão. Na prática, iremos medir as larguras equivalentes das características espectrais, e, portanto, defeitos de normalização do contínuo irão manifestar-se diretamente nas medições das larguras equivalentes. Os resultados dos defeitos na normalização podem causar desde derivações de parâmetros atmosféricos errados em algumas estrelas até derivações erradas da amostra completa de candidatas; este último efeito, se boa parte dos espectros das estrelas de calibração fosse defeituosa.

Decidimos pelo uso da tarefa *continuum* do IRAF que permite selecionar regiões de contínuo a partir de critérios estatísticos de forma interativa. A tarefa permite ajustar um polinômio a escolher pelo usuário aos pontos discretos do espectro e rejeitar os pontos *outliers* por fora de alguma extensão a definir pelo usuário. Aqui as extensões de rejeição de pontos são essenciais. Como nossos espectros são de absorção as características espectrais se encontram abaixo da linha de contínuo, e para cima há apenas o ruído e também poderia haver manifestações de raios cósmicos (ver Figura 2.4). Então, rejeitamos a maior parte de pontos que se encontram por baixo do ajuste polinomial selecionando uma extensão inferior à linha de ajuste de 1σ , e por cima selecionamos uma extensão de 4σ para todos os espectros. Como o intervalo espectral com que trabalhamos é relativamente curto (6300 – 6800 Å), o polinômio a ajustar não deve ser de ordem grande; então, selecionamos o polinômio de Legendre de grau 4 para todos os espectros. Finalmente o algoritmo irá dividir o espectro entre o polinômio ajustado, produzindo o espectro normalizado.

Realizamos as normalizações com as especificações anteriormente mencionadas homogeneamente para todos os espectros. Além disso tivemos cuidado de aplicar os ajustes ignorando a linha H α que fica no centro dos nossos espectros. Os intervalos selecionados para o ajuste então são: 6300 – 6515 Å e 6600 – 6800 Å (ver Figura 2.3).

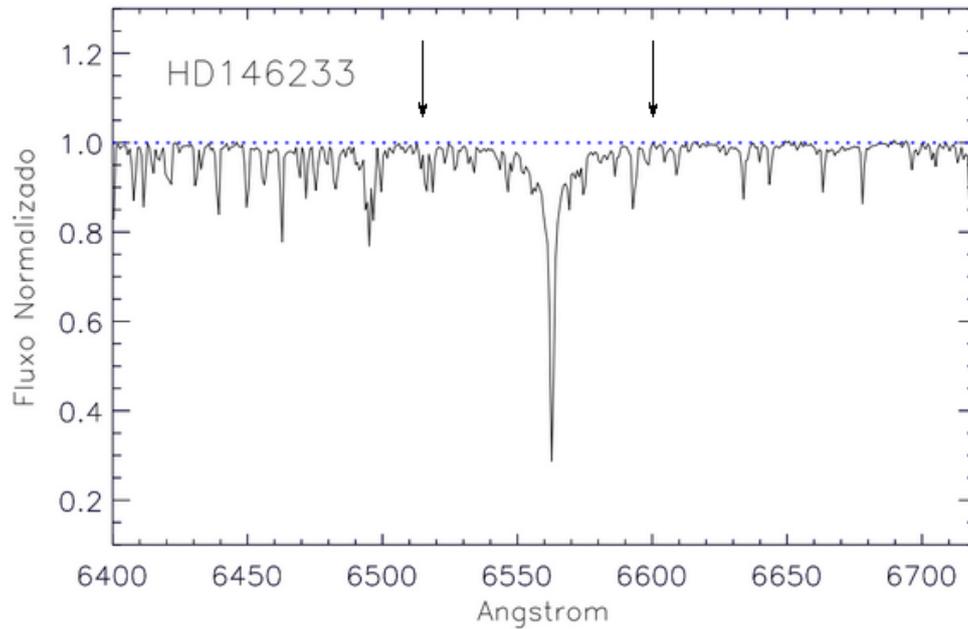


Figura 2.3. Exemplo de um espectro normalizado de uma das estrelas da amostra de calibração. O espectro pertence à estrela HD 146233, com sinal-ruído de 313. Mostram-se os limites dos intervalos para o ajuste polinomial que permitem ignorar a região em torno da linha H-alfa.

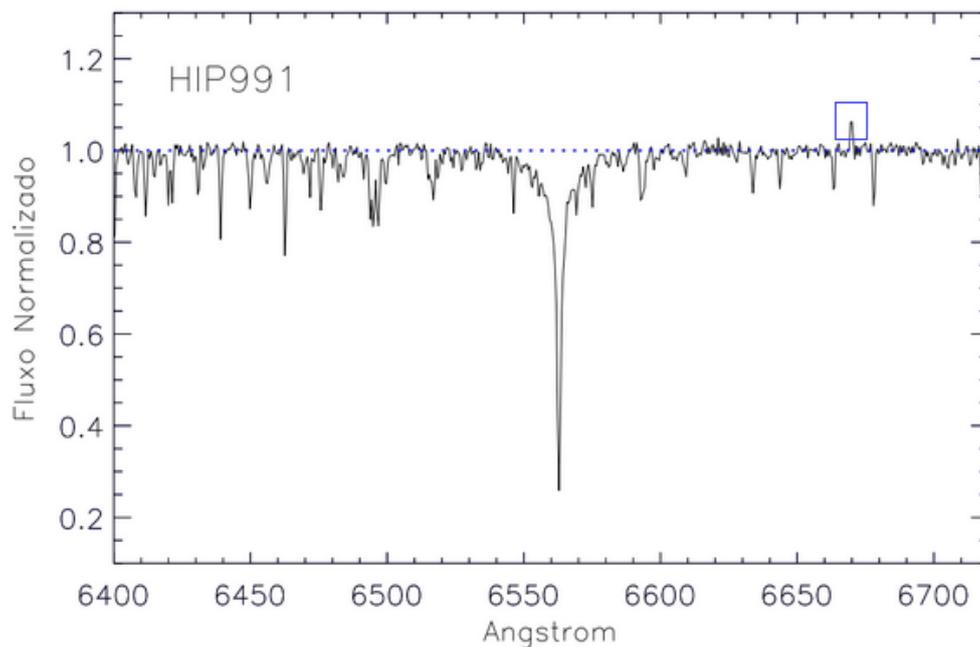


Figura 2.4. Exemplo de um espectro normalizado de uma das estrelas candidatas. O espectro pertence à estrela HIP 991, com sinal-ruído de 108. Na caixa azul assinalamos uma manifestação de contaminação por raios cósmicos.

2.4. Relação Sinal-Ruído dos Espectros

A razão sinal-ruído S/R foi estimada por meio de medições do fluxo normalizado em janelas cuidadosamente selecionadas onde se espera ausência de linhas espectrais nas estrelas de tipo solar. A seleção de janelas de fluxo contínuo foi feita mediante inspeção visual com ajuda do programa descrito na Seção 4.2 idealizado para a seleção dos índices espectrais. O programa utiliza o espectro Kurucz (2005)³ do Sol, e os espectros OPD de Ganimedes e a estrela HD 182572, esta última com linhas espectrais intensas. Procuramos por regiões com fluxo normalizado ≈ 1 : as janelas devem estar suficientemente afastadas das alterações provocadas pelas linhas de absorção e preferivelmente apresentar uma boa amostragem (*sampling*). Como as nossas estrelas não são muito quentes e pobres em metais (ver discussão na Seção 4.2) não se espera encontrar regiões de fluxo contínuo extensas, uma vez que a presença de linhas espectrais é frequente. As janelas selecionadas são mostradas na Tabela 2.6 e na Figura 2.5a,b,c.

Janela	Início (Å)	Fim (Å)
1	6389.2	6390.0
2	6422.8	6424.0
3	6447.0	6447.7
4	6614.6	6615.8
5	6620.2	6622.6
6	6648.9	6650.3
7	6689.5	6690.2
8	6691.4	6692.1
9	6693.4	6694.4
10	6706.0	6706.6
11	6723.5	6724.2

Tabela 2.6. Janelas de contínuo selecionadas para a estimativa da razão S/R .

O cálculo da S/R de cada janela para cada espectro efetua-se com a tarefa *bplot* de IRAF, que aplica a Equação 2.1 ao fluxo observado dentro dos intervalos selecionados e produz um arquivo de nome *splot.log* com os resultados correspondentes para cada janela em cada espectro.

³ Solar Flux Atlas from 296 to 1300 nm by Kurucz, Furenlid, Brault, and Testerman 1984 rereduced by Kurucz 2005 for 300 to 1000 nm. Material online disponível em: <http://kurucz.harvard.edu/sun.html>

$$S/R = \frac{\text{m\u00e9dia do fluxo}}{\text{desvio padrao da m\u00e9dia}} \quad (2.1)$$

A estimativa da S/R para um espectro \u00e9 obtida mediante um processo iterativo robusto que calcula a m\u00e9dia da S/R de todas as janelas dentro do alcance de erro 2σ . Entenda-se por robusto ao processo iterativo que calcula uma m\u00e9dia de um conjunto de valores e o desvio padr\u00e3o, e seguidamente remove os *outliers* (valores at\u00edpicos) fora de uma determinada dispers\u00e3o que pode ser, por exemplo, o desvio padr\u00e3o 1σ ou 2σ , a ser estabelecido. Depois da remo\u00e7\u00e3o, uma nova itera\u00e7\u00e3o \u00e9 realizada calculando novos valores de m\u00e9dia e desvio padr\u00e3o. Esse ciclo \u00e9 repetido at\u00e9 a m\u00e9dia n\u00e3o variar ou, em outras palavras, n\u00e3o existirem *outliers* depois do \u00faltimo c\u00e1lculo da m\u00e9dia e o desvio padr\u00e3o. Nessa disserta\u00e7\u00e3o iremos mencionar repetidamente essa defini\u00e7\u00e3o.

O procedimento \u00e9 aplicado automaticamente a todos os espectros mediante um programa desenvolvido em linguagem de programa\u00e7\u00e3o IDL⁴ que l\u00ea o arquivo *plot.log* do IRAF e produz uma tabela com a S/R de cada espectro e sua dispers\u00e3o 1σ . Al\u00e9m, a fim de permitir a verifica\u00e7\u00e3o do procedimento de estima\u00e7\u00e3o autoconsistente, o programa produz gr\u00e1ficos para cada espectro da S/R calculada para cada janela. Nos gr\u00e1ficos mostramos a m\u00e9dia calculada, a dispers\u00e3o 2σ , e o n\u00famero de janelas eliminadas como outliers. Na Figura 2.6 s\u00e3o mostrados, como exemplo, os gr\u00e1ficos correspondentes aos espectros das estrelas HD 150248 da miss\u00e3o 1, e HD 20029 da miss\u00e3o 5.

As estimativas S/R s\u00e3o listadas na Tabela 2.3 para as candidatas e na Tabela 2.4 para as estrelas de calibra\u00e7\u00e3o. Graficamos a S/R em fun\u00e7\u00e3o da magnitude V do sistema Johnson na Figura 2.7. Pode-se notar a natural tend\u00eancia de decrescimento para objetos mais fracos devido \u00e0 necessidade de um maior tempo de exposi\u00e7\u00e3o nas observa\u00e7\u00f5es. A m\u00e9dia para as estrelas de calibra\u00e7\u00e3o \u00e9 $\overline{S/R}_{calib} = 264$ e para as candidatas observadas \u00e9 $\overline{S/R}_{cand} = 118$.

⁴ IDL (Interactive Data Language) \u2122 Exelis Visual Information Solutions.

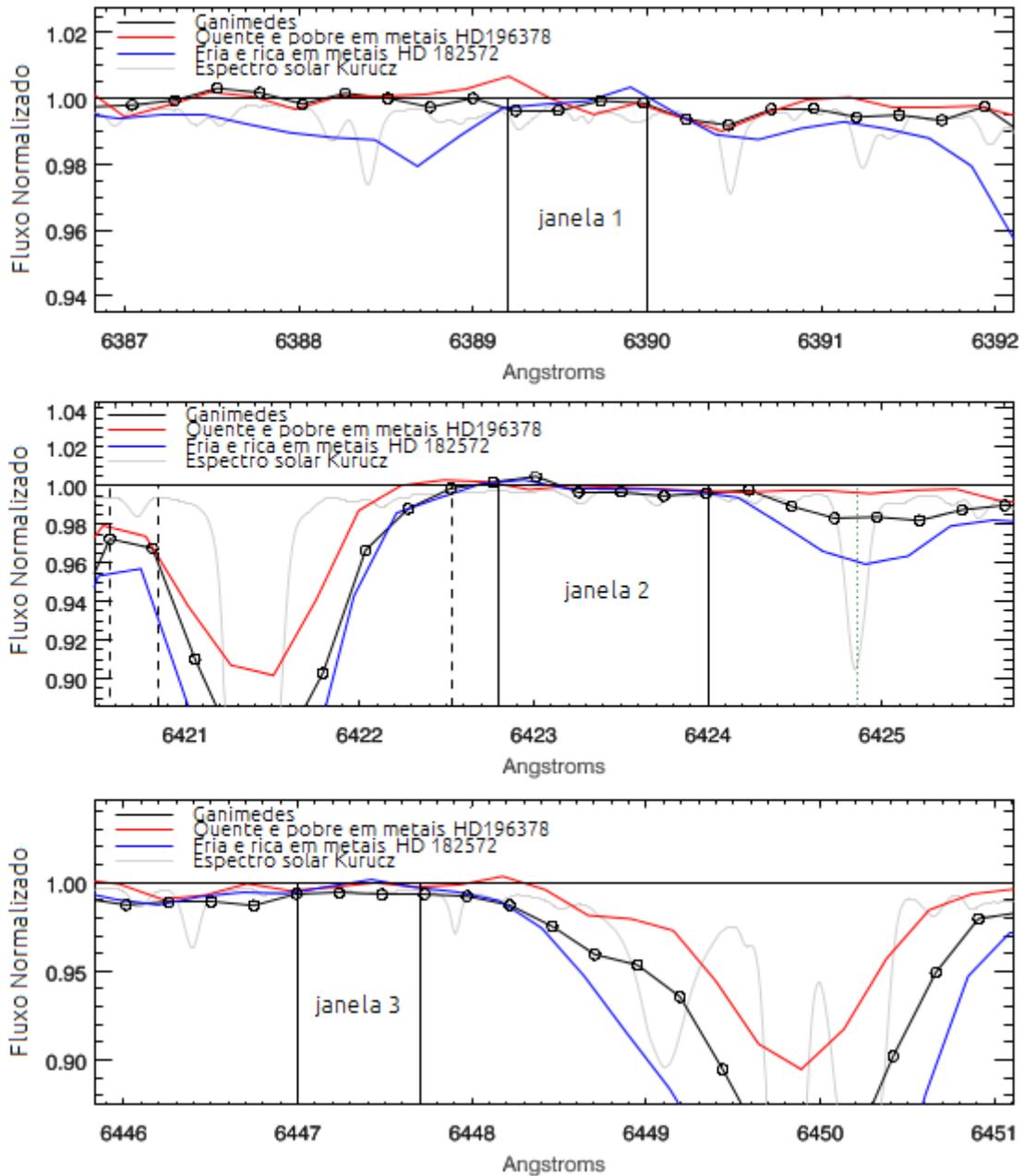


Figura 2.5a. Janelas de contínuo selecionadas para a medida da razão S/R. As janelas de contínuo 1, 2, e 3 de cima para baixo, respectivamente são limitadas por linhas sólidas verticais nos gráficos. Os espectros do Sol *Kurucz* e OPD são plotados em cinza e em preto respectivamente. O espectro OPD do Sol é mostrado com pontos de amostragem marcados por círculos. A linha vermelha é o espectro OPD da estrela quente e pobre em metais HD196378, e a linha azul é o espectro OPD da estrela fria e rica em metais HD182572. No caso de haver linhas descontínuas pretas, elas representam os limites de algum índice espectral próximo (a serem definidos na seção 4.2); as linhas pontilhadas em verde indicam presença de linhas telúricas.

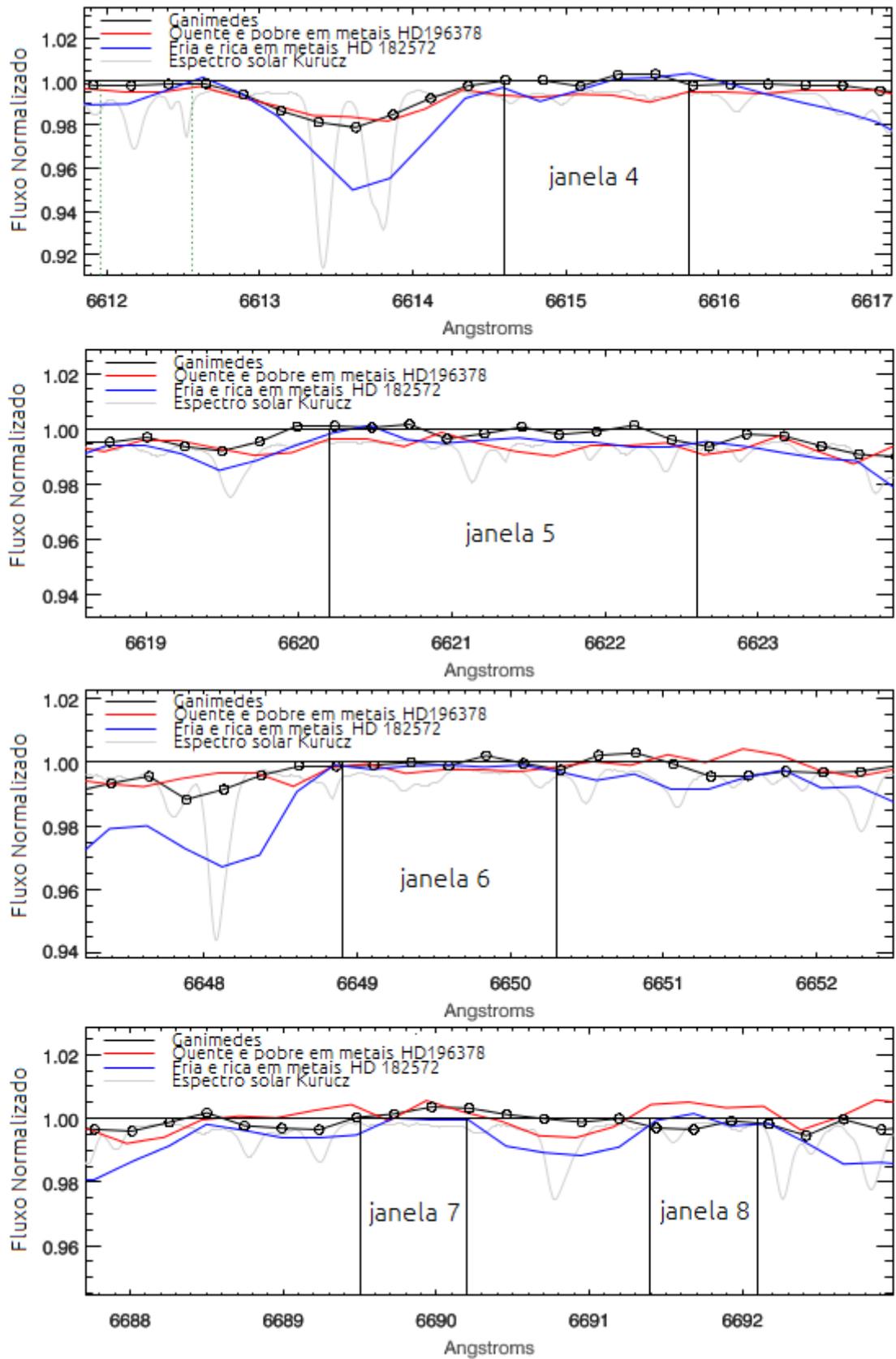


Figura 2.5b. O mesmo da figura 2.5 para as janelas de contínuo 4, 5, 6, 7, e 8.

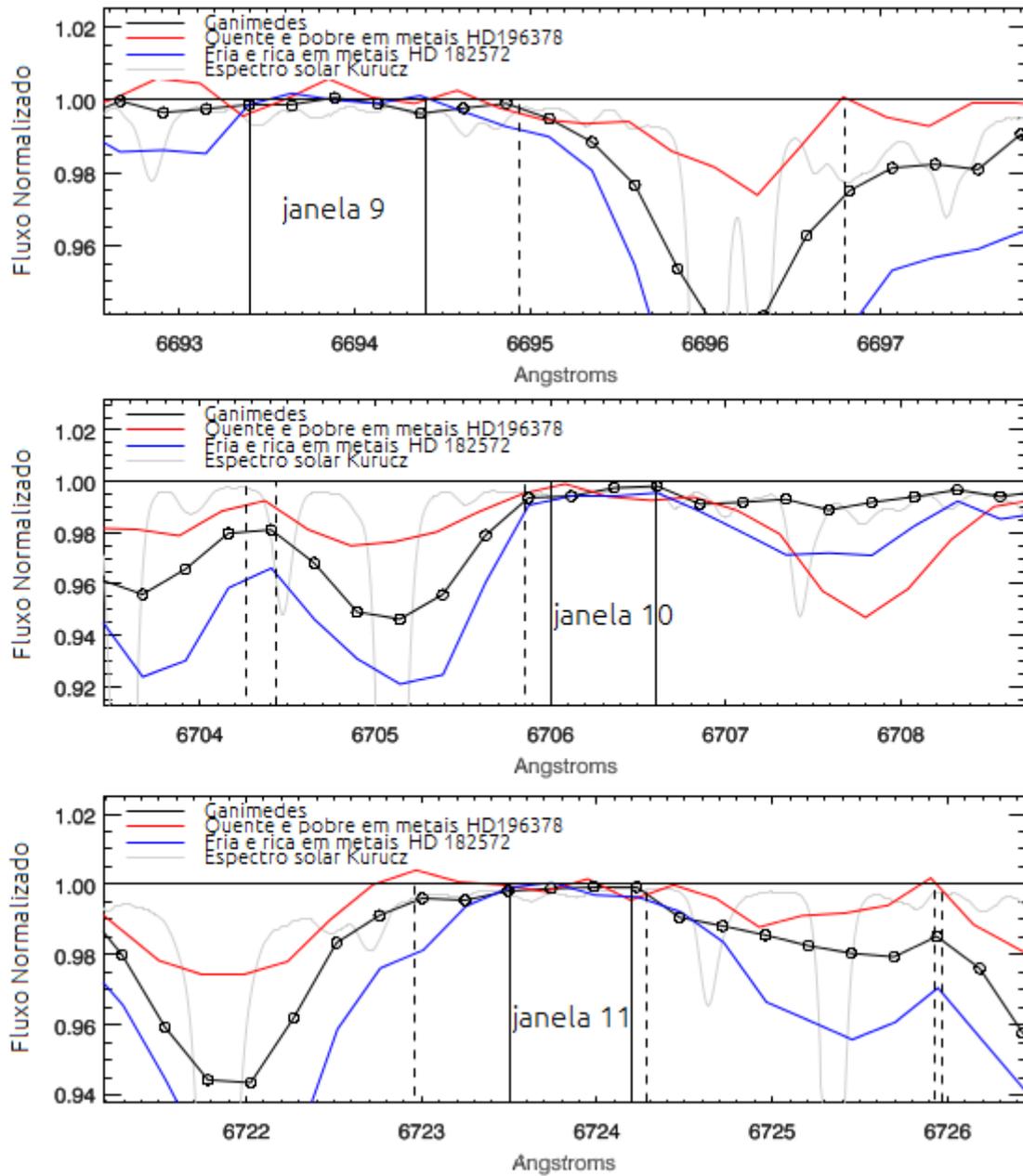


Figura 2.5c. O mesmo da figura 2.5 para as janelas de contínuo 9, 10 e 11.

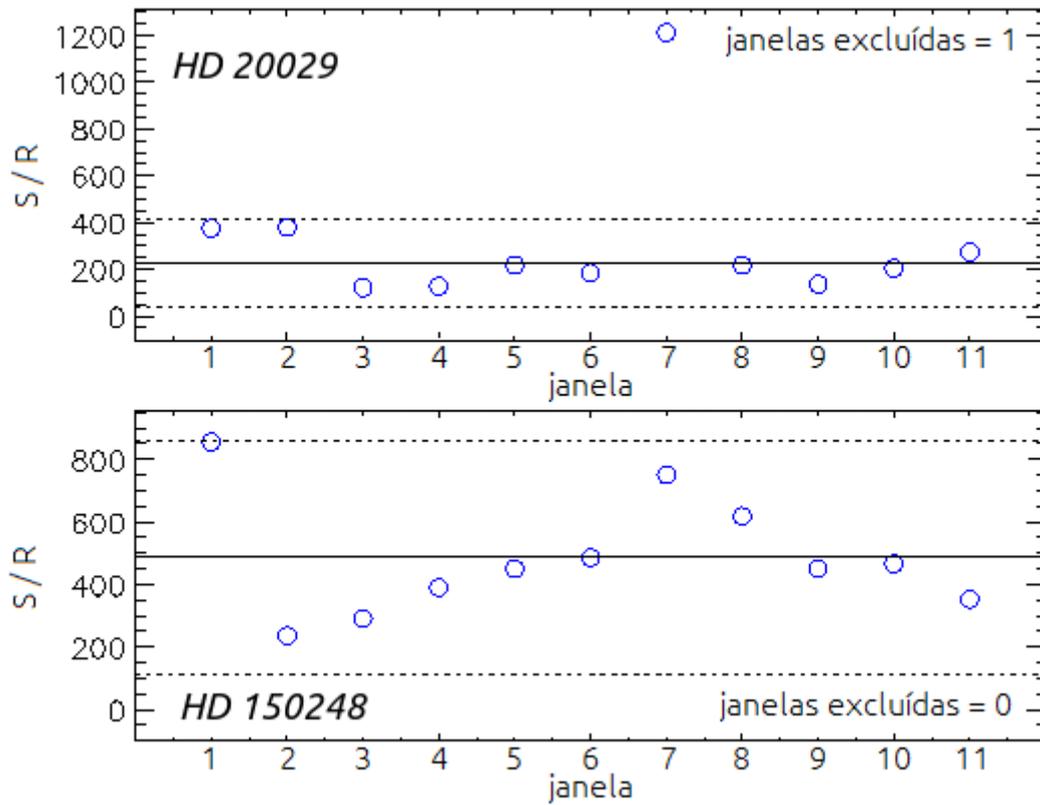


Figura 2.6. Estimativa de sinal-ruído para os espectros das estrelas HD20029 (acima) e HD150248 (abaixo). Os círculos azuis são o cálculo de cada janela, a linha sólida é a média simples das medições de cada janela e as linhas pontilhadas são as dispersões 2σ em torno da média. Nos gráficos é assinalado o número de janelas excluídas nas iterações.

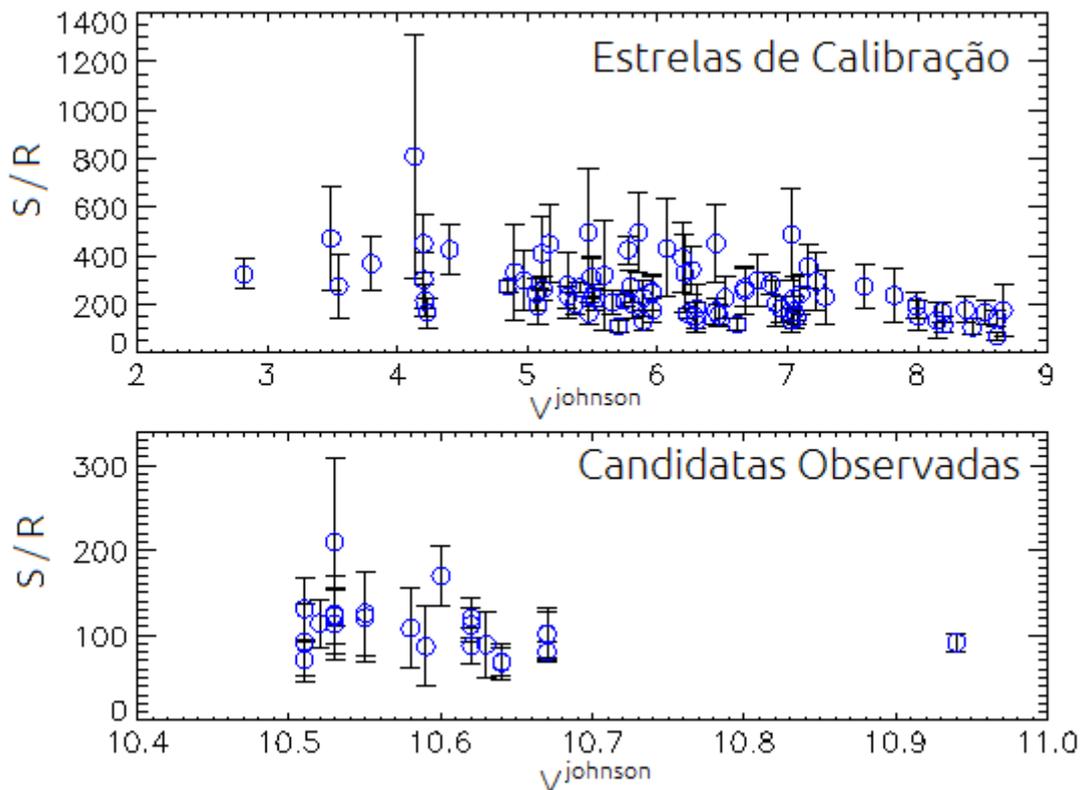


Figura 2.7. Acima. Sinal-ruído das estrelas de calibração com barras de incerteza. **Abaixo.** Sinal-ruído das candidatas observadas com barras de incerteza.

Capítulo 3

Velocidades Radiais e Correção dos Desvios Doppler

A velocidade radial é a componente de velocidade do centro de massa de um objeto em movimento ao longo da linha de visada entre o objeto e um observador, isto é, a componente da velocidade com que um objeto se aproxima (deslocamento para o azul) ou se afasta (deslocamento para o vermelho) do observador. Os espectros estelares encontram-se afetados pela velocidade radial dos objetos. Esse efeito é conhecido como desvio Doppler. Assim, a velocidade radial de um objeto pode ser medida a partir do seu espectro comparando as medidas do comprimento de onda de linhas espectrais conhecidas com aquelas medidas em laboratório.

Antes da aplicação dos procedimentos de medição e correção, esclarecemos alguns conceitos. A velocidade “topocêntrica” é a velocidade radial do objeto em relação ao telescópio na Terra, às vezes também é chamada velocidade “observada” V_{obs} . Neste trabalho iremos utilizar a última designação por facilidade posto que nos algoritmos de IRAF é utilizada essa designação. A velocidade “heliocêntrica” V_{helio} em estrito sentido literal é a velocidade radial do objeto em relação ao Sol. Contudo a designação é incorreta quando a velocidade medida é a velocidade do objeto em relação ao baricentro ou centro de massa do Sistema Solar (a velocidade do Sol em relação ao baricentro é $\sim 13 \text{ ms}^{-1}$) e nesse caso deveria ser designada como velocidade radial “baricêntrica” como exposto em Nidever et al. (2002) ou também designada como velocidade radial “absoluta”. A precisão das medições permitidas pela resolução

espectral dos nossos espectros é da ordem de 1 Kms^{-1} o que fica longe da precisão necessária para levar-se em conta a velocidade do Sol em relação ao baricentro do sistema solar. Por isso, decidimos designá-las como velocidades heliocêntricas.

3.1. Escolha da Estrela Padrão

Planejamos corrigir os desvios Doppler dos espectros e medir as velocidades heliocêntricas das nossas estrelas de forma homogênea. Assim, o procedimento a seguir é baseado na medição V_{obs} de um espectro a ser utilizado como padrão. A V_{obs} do objeto padrão deve ser precisa para transferir o menor erro possível ao resto das medições. Portanto, decidimos medir o desvio Doppler de um grupo de espectros de boa S/R de forma “manual”, que será detalhada nos parágrafos seguintes, obter as suas V_{helio} , e, em seguida, comparar os resultados das nossas medições com medições de alta precisão da literatura, selecionando como estrela padrão aquela que apresentar uma congruência entre menor diferença e menor incerteza 1σ . As medições a seguir são feitas sobre uma subamostra composta pelos espectros das seguintes estrelas de calibração não binárias HD 150248, HD 190248, HD 2151, HD 10700, HD 146233, HD 160691, HD 189567, HD 193307, HD 196378, HD 199960, HD 9562, HD 10647.

A medição manual do desvio Doppler compreende a seleção de linhas espectrais de perfis claros de acordo com os seguintes critérios: as linhas espectrais devem estar afastadas de linhas telúricas e ser preferencialmente isoladas; em caso de uma linha não estar completamente isolada, a contribuição do elemento contaminante deve ser desprezível; e devem também estar bem espalhadas ao longo do intervalo espectral. Foram pré-selecionadas 18 linhas espectrais com ajuda do espectro solar representado pelo espectro OPD de Ganimedes, o Atlas do Sol (Kurucz 2005), um catálogo do espectro solar (Moore et al. 1966) e com verificação adicional da base de dados online *Atomic Spectral Line Database*⁵. A identificação das linhas em cada espectro é feita em IRAF usando a tarefa interativa *splot*, com a qual se ajusta um perfil gaussiano às linhas de absorção, e, a partir do ajuste calcula-se o centro da linha.

Essas 18 linhas foram testadas mediante as regressões lineares: profundidade da linha vs. EW/λ e $FWHM$ vs. EW , onde EW é a largura equivalente em $\text{m}\text{\AA}$, λ é o comprimento de onda em \AA e $FWHM$ é a largura à meia-altura em \AA do perfil gaussiano

⁵ 1995 Atomic Line Data (R.L. Kurucz and B. Bell) Kurucz CD-ROM No. 23. Cambridge, Mass.: Smithsonian Astrophysical Observatory.
<http://www.pmp.uni-hannover.de/cgi-bin/ssi/test/kurucz/sekur.html>

da linha. As regressões foram efetuadas nos espectros das estrelas anteriormente mencionadas mediante o processo de autoconsistência. As linhas que apresentaram sistematicidade foram descartadas, permanecendo as 12 linhas da Tabela 3.1, que mostramos junto com a identificação da espécie química e a sua intensidade no espectro do Sol fornecido por Moore et al. (1966). A importância das intensidades das linhas no espectro do Sol encontra-se na identificação das linhas nos espectros das demais estrelas. Como as estrelas neste estudo são estrelas de tipo solar esperamos semelhança nas contribuições dos elementos químicos nas linhas de absorção entre os espectros.

Tabela 3.1. Linhas usadas para o cálculo "manual" da velocidade radial observada na seleção da estrela padrão

λ central	Espécie	EW (mÅ)
6322.694	Fe I	75
6355.035	Fe I	62
6358.687	Fe I	82
6393.612	Fe I	117
6411.658	Fe I	129
6430.856	Fe I	106
6439.083	Ca I	156
6643.638	Ni I	83
6677.997	Fe I	122
6721.844	Si I	55
6750.164	Fe I	75
6767.784	Ni I	87

A identificação de espécies e Intensidade pertencem a Moore et al. (1966).

Determinamos V_{obs} a partir da Equação (3.1). A média é calculada mediante um processo iterativo robusto onde são excluídos *outliers* fora da dispersão 2σ conhecido como média truncada:

$$V_{obs} = \left(\frac{\lambda_i^{obs} - \lambda_i^{rep}}{\lambda_i^{rep}} \right) C ; \quad i = 0, 1, \dots, n \quad (3.1)$$

onde n é o número de linhas, C é a velocidade da luz, λ_i^{obs} é comprimento de onda observado do centro da i -ésima linha, e λ_i^{rep} é o centro da i -ésima linha em repouso

listado na tabela 3.1. Obtemos o erro mediante a raiz da soma das diferenças quadráticas.

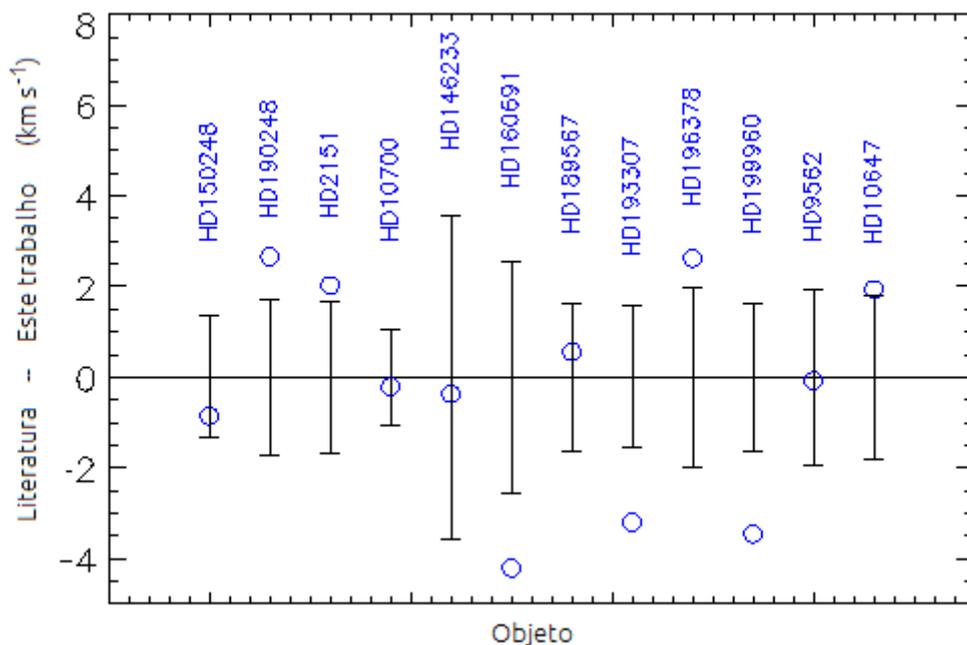


Figura 3.1. Comparação de medições de velocidades heliocêntricas com as medições da literatura na seleção da estrela padrão. Apresentamos em círculos azuis as diferenças entre as velocidades heliocêntricas da literatura e as nossas medições. As nossas estimações estão sobre a linha horizontal onde se indicam as barras de erro obtidas com o erro padrão da Equação 3.1.

Aplicamos a tarefa *rvcorrect* de *IRAF* a cada um dos espectros das estrelas mencionadas introduzindo os cálculos de V_{obs} . Esta rotina toma em conta as coordenadas e data de observação para determinar a velocidade da Terra em relação ao Sol, e as coordenadas do objeto para determinar os vetores direcionais da velocidade do objeto em relação à Terra. Mediante a subtração vetorial dessas duas velocidades é obtida a velocidade do objeto em relação ao Sol: V_{helio} .

As velocidades heliocêntricas obtidas mediante este método são apresentadas na Figura 3.1 e na Tabela 3.2 junto com as velocidades observadas, os erros associados, as correções de velocidade, as medições da literatura e seus erros associados.

A maioria das estrelas da subamostra conta com velocidades medidas por Valenti & Fischer (2005) (*V & F* daqui em diante) com precisão em torno de 1 km s^{-1} ; três estrelas outras contam com medições realizadas por Nidever et al. (2002) (*Nidever* daqui em diante) com erros de $\sim 0.1 \text{ km s}^{-1}$, e foi também incluída a estrela HD 160691, que conta com velocidades heliocêntricas (Pepe et al. 2007) medidas pelo espectrógrafo *HARPS*

(*High Accuracy Radial velocity Planet Searcher*) especializado na busca de planetas por desvio Doppler com altíssima precisão da ordem de $\sim 1 \text{ m s}^{-1}$.

No início, a melhor candidata à estrela padrão era HD 160691 devido à precisão das medições da literatura. No entanto a nossa medição não é suficientemente próxima para ser considerada confiável (ver Figura 3.1). Das três estrelas em comum com *Nidever*, a nossa medição para HD 146233 (18 Sco) é a menos próxima em comparação, e apresenta o maior erro; a medição para HD 10700 é muito próxima e apresenta o menor erro da subamostra enquanto HD 9562 é a mais próxima e apresenta um erro um pouco maior do que HD 10700. Optamos por selecionar HD 9562 como estrela padrão por causa da precisão atingida. Contudo, é importante mencionar que o método aplicado é considerado confiável devido a que todas nossas medições de velocidades heliocêntricas apresentam bom acordo de pelo menos 2σ com as medições da literatura.

Tabela 3.2. Velocidades radiais das estrelas padrão adotadas obtidas mediante o método manual.

A primeira coluna fornece o objeto. A segunda coluna fornece a velocidade observada calculada a partir do desvio Doppler das linhas da Tabela 3.1. A terceira coluna fornece as incertezas obtidas mediante o calculo "manual" das velocidades observadas, A quarta coluna fornece a correção de velocidade calculada pela tarefa *rvcorrect* de IRAF. A quinta coluna fornece a velocidade heliocêntrica, calculada ao somar-se a correção de velocidade. A sexta coluna fornece as velocidades heliocêntricas da literatura. A sétima coluna indica o erro associado à medição da sexta coluna. A última coluna indica o autor das medições das colunas 6 e 7: 1 Valenti & Fischer et al. (2005), 2 Nidever et al. (2002), 3 Pepe et al. (2007).

Objeto	V_{obs} (kms^{-1})	$\sigma(V_{obs})$ (kms^{-1})	$V_{correct}$ (kms^{-1})	V_{helio} (kms^{-1})	V_{helio}^{lit} (kms^{-1})	$\sigma(V_{helio}^{lit})$ (kms^{-1})	Autor
HD 150248	73.6	1.3	-6.7	67.0	66.1	0.9	1
HD 190248	-28.4	1.7	6.4	-22.0	-19.3	1.3	1
HD 2151	13.6	1.7	6.5	20.0	22.1	1.0	1
HD 10700	-42.0	1.1	25.6	-16.4	-16.6	0.1	2
HD 146233	-10.7	3.6	22.8	12.1	11.7	0.1	2
HD 160691	-3.9	2.6	-1.2	-5.2	-9.4	0.0	3
HD 189567	-16.4	1.6	6.0	-10.5	-9.9	1.2	1
HD 193307	9.0	1.6	11.0	20.1	16.9	1.2	1
HD 196378	-41.5	2.0	9.4	-32.1	-29.5	1.1	1
HD 199960	-35.0	1.7	20.9	-14.1	-17.6	0.1	1
HD 9562	-41.9	2.0	27.0	-14.9	-15.0	0.1	2
HD 10647	10.7	1.8	15.8	26.5	28.4	0.9	1

3.2. Velocidades Heliocêntricas e Correções Doppler

Boa parte das estrelas de calibração possuem medições de velocidades heliocêntricas de boa qualidade na literatura. Mais ainda, como é mostrado na seção anterior, algumas delas são foco de busca de planetas extra Solares e por esse motivo as medições são de ótima qualidade. Para este trabalho as medições das velocidades heliocêntricas das nossas estrelas de calibração são importantes no sentido de serem uma fonte de comparação entre o método aqui aplicado e os métodos de alta precisão da literatura, com o objetivo de avaliar a confiabilidade das medições feitas sobre as estrelas candidatas.

As velocidades heliocêntricas da totalidade das estrelas de nosso estudo foram estimadas pela correlação cruzada em função da estrela padrão HD 9562 utilizando a tarefa interativa *fxcor* de IRAF. Para calcular a velocidade do alvo em relação ao objeto padrão, a rotina determina o centro do pico da correlação ajustando uma função a escolher pelo usuário (gaussiana ou parábola) e fornece os parâmetros estatísticos relacionados ao ajuste. Entre esses parâmetros é mostrada a altura do pico de correlação em unidades normalizadas, e usamos este parâmetro como medição de confiança das nossas estimações. Em geral todas as estimações foram aceitas sempre que superassem a altura de 0.8. Este valor foi estabelecido arbitrariamente após vários testes com espectros com pior S/R ~ 100 ; no entanto para alguns espectros com S/R < 100 não foi possível superar esse valor, tal é o caso dos espectros das estrelas HIP 48272, HIP 69232, HIP 73234, HIP 10663, HIP 75685 (as últimas duas estrelas mencionadas contam com dois espectros cada uma). Esse fato é refletido nas incertezas alcançadas nas medições das velocidades. Por exemplo, para as três primeiras estrelas mencionadas anteriormente (que contam com um só espectro) as incertezas das velocidades heliocêntricas estimadas são 4.5, 4.9 e 4.5 kms^{-1} , respectivamente. Por esta razão, para as estrelas com dois espectros, decidimos levar em conta só as medições de velocidade realizadas a partir do espectro com melhor S/R. Para os espectros de S/R > 150 , o valor de 0.8 no pico de correlação é facilmente superado.

Como resultados o programa fornece as velocidades observadas V_{obs} e a velocidade heliocêntrica V_{helio} do objeto e a estimacão de erro. De acordo com a expansão de erros, a incerteza total das velocidades heliocêntricas é dada pela somatória dos erros das estimacões obtidas com a correlacão e o erro da estrela padrão HD 9562. Para a correçãõ do deslocamento Doppler do espectro usamos a

tarefa *dopcor* de IRAF, onde V_{obs} é introduzida como parâmetro de entrada. Esta rotina permite salvar um novo arquivo *.fits* com o espectro corrigido e cabeçalhos atualizados da correção aplicada.

Realizamos a comparação dos resultados das velocidades heliocêntricas das estrelas de calibração em comum com *V&F* e *Nidever*. Os valores são apresentados na Tabela 3.3 onde há 21 estrelas em comum com *V&F* e 17 com *Nidever*, no caso de uma estrela encontrar-se nos dois catálogos, demos preferência ao catálogo de *Nidever*, considerando que este catálogo possui estimativas de incerteza substancialmente melhores. A partir de nossas estimações obtemos incertezas entre 2.7 e 3.6 km s⁻¹ com média de 3 km s⁻¹: na Figura 3.2 são ilustradas as comparações em torno do eixo simétrico $Y = X$, e comparações com os resíduos.

No gráfico em comparação com o eixo simétrico $Y = X$, a regressão linear coincide com a bissetriz dentro dos erros 1σ . No gráfico de resíduos, a regressão linear é representada pela linha descontínua verde cuja tendência é considerada nula dentro do erro 1σ , com coeficientes angular e linear $m = -0.002 \pm 0.012$ e $b = -0.302 \pm 0.380$, respectivamente. Há duas medições fora do limite 2σ , a mais afastada é HD212330, um sistema estelar múltiplo, a outra é HD172051, também sistema múltiplo. A estrela HD134060 em comum com *V & F* não foi incluída nas comparações por ser considerada *outlier*, mas está listada no final da tabela 3.3, cuja V_{helio} estimada por nós é 35.3 ± 2.7 km s⁻¹ contra 43.5 ± 0.96 km s⁻¹ estimada por *V & F*.

Na tabela 3.4 mostramos os resultados das velocidades heliocêntricas obtidas para as candidatas. Na parte inferior da tabela incluímos duas estrelas que não são parte da amostra de candidatas: HD8291 é parte da mostra de estrelas de calibração, porém até pouco depois da data do começo desta pesquisa não havia dados disponíveis sobre a sua velocidade heliocêntrica no *CDS*⁶, sendo este também o caso da estrela HD6512.

No gráfico das diferenças na Figura 3.2 podemos ver que não há estratificações gráficas das diferenças de nossas medições com aquelas dos diferentes autores da literatura, ou seja, as diferenças entre nossas medições de velocidades e aquelas obtidas pelos dois autores estão bem espalhadas em torno da linha de perfeito acordo. A média das diferenças com as medições por *V & F* é -0.7 km s⁻¹ com desvio padrão 2.5 km s⁻¹, enquanto a média das diferenças com as medições por *Nidever* é 0.18 km s⁻¹ com desvio padrão 2.1 km s⁻¹. Podemos ver que ambas médias coincidem estatisticamente com a linha horizontal de perfeito acordo.

6 Centre de Données Astronomiques de Strasbourg. <http://cdsweb.u-strasbg.fr/>

A média total das diferenças é -0.3 km s^{-1} com desvio padrão 2.3 km s^{-1} , enquanto a média das incertezas das medições de velocidade heliocêntrica para as estrelas candidatas apresentadas na Tabela 3.4 é 3.4 km s^{-1} . Podemos ver que as incertezas alcançadas são relativamente baixas, apesar da considerável desvantagem representada pelas baixas razões S/R das estrelas candidatas em relação às das estrelas de calibração. Portanto consideramos nosso método de determinação de velocidades radiais razoavelmente preciso.

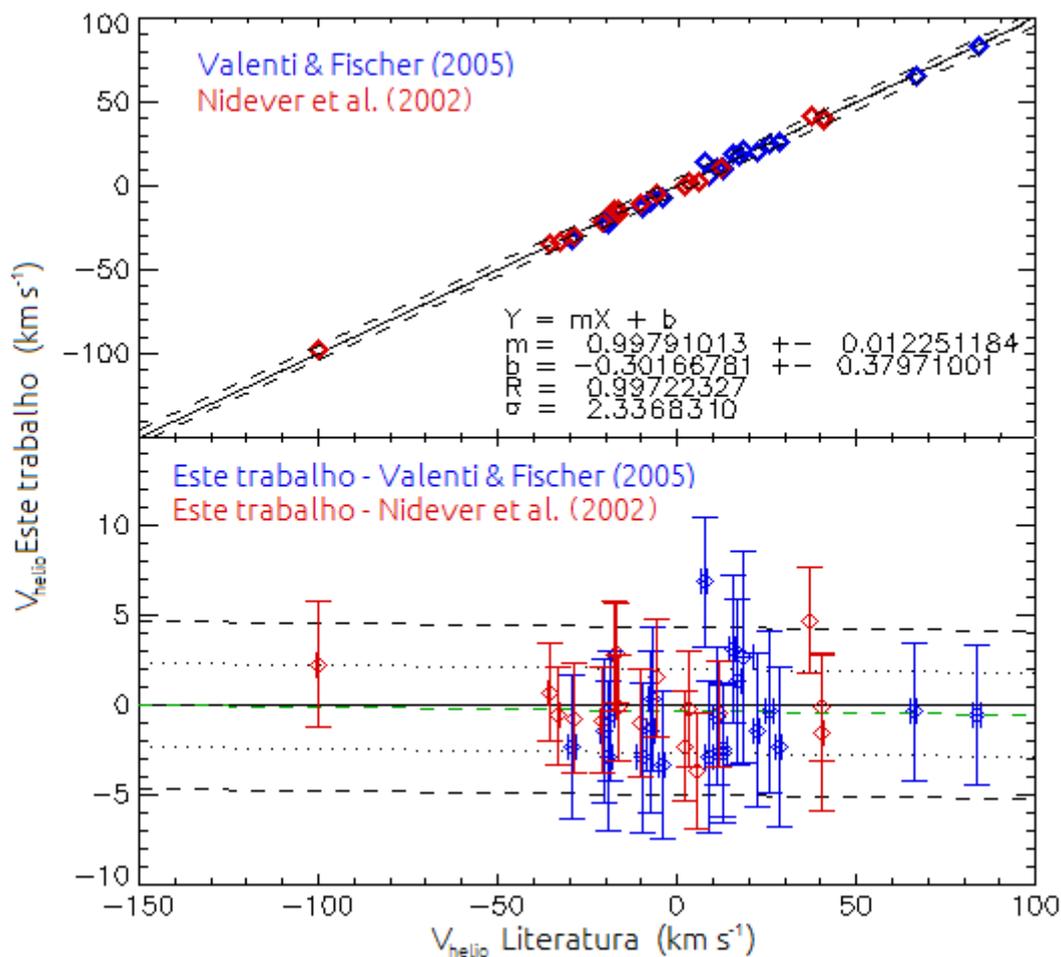


Figura 3.2. Comparação entre as velocidades heliocêntricas obtidas neste trabalho para as estrelas de calibração com medições da literatura. *Acima.* Regressão linear em comparação com o eixo simétrico $X = Y$: as linhas tracejadas são os limites de erro 2σ . Os parâmetros de regressão linear mostram que a regressão coincide com o eixo simétrico dentro dos erros 1σ , com coeficiente angular $m = 0.998 \pm 0.012$, coeficiente linear $b = -0.301 \pm 0.380$, coeficiente de correlação linear $R = 0.997$ e desvio padrão de regressão $\sigma = 2.337 \text{ km s}^{-1}$. *Abaixo.* Regressão linear das diferenças. A linha tracejada verde é a regressão linear, as linhas tracejadas em torno do eixo horizontal são os limites de erro 2σ e as linhas pontilhadas são os limites 1σ . Os parâmetros de regressão são: $Y = mX + b$; com coeficiente angular $m = -0.002 \pm 0.012$, coeficiente linear $b = -0.302 \pm 0.380$, coeficiente de correlação linear $R = -0.028$, e desvio padrão $\sigma = 2.34$.

Tabela 3.3. Comparação entre as velocidades heliocêntricas das estrelas de calibração com medições da literatura

Na primeira coluna a identificação das estrelas por número HD. As colunas 2 e 3 fornecem a velocidade heliocêntrica e incertezas respectivamente medidas pelos autores indicados. As colunas 4 e 5 fornecem as velocidades heliocêntricas e as incertezas medidas neste trabalho. Contamos com dois espectros para as estrelas HD 146233, HD 131117, HD 150248 colocadas na parte inferior de cada seção da tabela, para estas estrelas é colocado o valor médio das velocidades obtidas e o mesmo para as incertezas. A estrela HD 134060 apresenta valores consideravelmente afastados dos da literatura, e não foi considerada nas comparações gráficas nem na regressão linear das diferenças.

Estrelas em comum com Nidever	V_{helio} <i>Nidever</i> km s ⁻¹	$\sigma(V_{helio})$ <i>Nidever</i> km s ⁻¹	V_{helio} Este trabalho km s ⁻¹	$\sigma(V_{helio})$ Este trabalho km s ⁻¹
HD 1461	-10.2	0.1	-11.1	2.9
HD 9986	-21.0	0.1	-21.9	2.8
HD 10700	-16.6	0.1	-16.8	2.9
HD 34721	40.4	0.1	40.3	2.8
HD 43947	40.5	0.1	39.0	4.3
HD 111398	3.2	0.1	2.9	3.1
HD 131117	-28.8	0.1	-29.6	3.0
HD 138573	-35.7	0.1	-35	2.6
HD 146233	11.3	0.1	11.3	2.9
HD 164595	2.0	0.1	-0.3	2.9
HD 172051	37.1	0.1	41.8	2.8
HD 182572	-100.3	0.1	-98.0	3.4
HD 187237	-33.0	0.1	-33.6	2.7
HD 199960	-17.6	0.1	-14.9	2.9
HD 206860	-16.8	0.1	-14.0	2.7
HD 215648	-5.8	0.1	-4.3	3.2
HD 131117	5.7	0.1	2.0	3.1
Estrelas em comum com V&F	V_{helio} <i>V&F</i> Km s ⁻¹	$\sigma(V_{helio})$ <i>V&F</i> Km s ⁻¹	V_{helio} Este trabalho Km s ⁻¹	$\sigma(V_{helio})$ Este trabalho Km s ⁻¹
HD 1581	8.8	1.00	5.9	3.2
HD 2151	22.1	0.98	20.7	3.3
HD 7570	12.7	0.97	10.2	2.8
HD 10647	28.4	0.87	26.0	3.6
HD 20029	-4.3	1.07	-7.6	3.1
HD 39091	10.9	1.03	10.3	2.8
HD 43587	12.7	0.98	10.0	2.9
HD 65907	15.6	0.85	18.7	3.3
HD 117939	83.5	0.93	82.9	3
HD 134060	43.5	0.96	-12.9	3.0
HD 150248	66.1	0.86	-6.6	3.0
HD 156274	25.7	1.11	25.3	3.4
HD 160691	-6.9	0.98	-6.6	3.0
HD 189567	-9.9	1.15	-12.9	3.0
HD 190248	-19.3	1.33	-22.2	2.8
HD 193307	16.9	1.16	18.2	3.5
HD 196378	-29.5	1.10	-31.9	2.9
HD 199288	-7.6	1.07	-9.1	3.4
HD 205420	18.2	2.84	-22.2	2.8
HD 206395	-20.5	1.11	82.9	3.0
HD 210918	-18.5	0.90	-19.1	2.7
HD 212330	7.7	0.91	25.3	3.4

Tabela 3.4. Velocidades radiais heliocêntricas das candidatas

Na primeira coluna as estrelas por número Hipparcos, Na segunda coluna a velocidade heliocêntrica estimada. Na terceira coluna a incerteza das estimações. As duas estrelas na parte inferior da tabela não pertencem à amostra de candidatas, HD 8291 é parte da amostra de estrelas de calibração, porém até pouco depois da data do começo desta pesquisa não havia dados disponíveis sobre a sua velocidade heliocêntrica no *CDS*. HD 6512 não conta com material disponível no *CDS*.

HIP	V_{helio}	$\sigma(V_{helio})$
991	0.7	2.8
5811	20.9	3.0
6089	21.9	2.8
8853	23.	3.0
10663	26.7	2.9
13964	25.1	3.7
17514	Não estimada	—
18941	13.5	3.3
24742	Não estimada	—
29100	Não estimada	—
48272	55.3	4.5
53990	-0.1	3.6
55619	29.0	2.8
56870	33.8	3.2
67692	-21.2	2.9
69232	124.7	4.9
69477	-18.8	3.0
73234	-61.5	4.5
75685	-16.0	2.9
107605	36.5	3.5
110560	-43.4	3.6
111826	-81.4	2.8
HD 6512	11.6	3.0
HD 8291	3.8	2.9

Capítulo 4

Definição e Medição dos Índices Espectrais

4.1. Definição e Medição dos Índices

Este trabalho apresenta a primeira tentativa sistemática, utilizando cores e magnitudes absolutas, de encontrar análogas solares a distancias entre 80 a 200 pc, e para isso os únicos dados iniciais com que contamos são a fotometria usada na seleção da amostra de estrelas candidatas. O método de seleção mostrado na Seção 2.1 desenvolvido por Porto de Mello et al. (2014) demonstra ser uma ferramenta efetiva como primeira aproximação, ao conseguir reter boa quantidade de estrelas com parâmetros atmosféricos próximos aos do Sol para distâncias próximas dentro de 50 pc.

Em nosso estudo selecionamos uma quantidade razoável de candidatas a serem análogas solares fracas, cujas magnitudes absolutas visuais estão entre $10.5 < V < 11$ mag, estrelas selecionadas em condições desfavoráveis, onde os dados fotométricos estão no limite da completeza, as medições de paralaxe são muito mais imprecisas, e não é conhecido o impacto da extinção sobre as medições fotométricas. Para estas estrelas determinaremos os parâmetros atmosféricos para garantir que a sua distribuição de fluxo possa representar em boa aproximação a distribuição de fluxo do Sol. Para esse proposito contamos com espectros de resolução baixa $R \sim 8000$ (ver Figuras 4.1 e 4.2 para comparar as resoluções dos espectros OPD e o espectro solar

Kurucz) cuja aquisição resulta dificultosa para a configuração instrumental unida ao telescópio pequeno porte com que contamos, sendo necessários prolongados tempos de exposição (1 – 2 horas) para obter espectros de sinal-ruído baixa ($S/R \sim 100$). Essa combinação entre resolução e S/R resulta em espectros com linhas espectrais misturadas em características mal definidas, o que certamente impede a determinação de parâmetros atmosféricos mediante a análise de equilíbrio de excitação e ionização usando as larguras equivalentes de linhas de ferro.

Utilizamos como alternativa o método de índices espectrais que tem mostrado ser capaz de derivar parâmetros atmosféricos de maneira competitiva. Define-se como índice espectral uma região espectral específica que pode conter de uma a mais linhas de absorção combinadas numa só ampla característica espectral. Os índices espectrais foram utilizados anteriormente com sucesso para derivar idades médias e metalicidades de populações de galáxias (e. g. Worthey et al. 1994), também foram testados para obter parâmetros atmosféricos estelares e selecionar alvos para levantamentos de busca de planetas (e. g. Robinson et al. 2006, 2007), e, recentemente, Ghezzi et al. (2014) desenvolveram um algoritmo para determinar automaticamente parâmetros atmosféricos dos objetos do levantamento *MARVELS*⁷ por meio dos índices espectrais medidos em espectros de resolução semelhante à de nossos espectros para este trabalho.

A definição dos índices espectrais foi realizada mediante inspeção visual com ajuda de um programa desenvolvido em IDL, onde são sobrepostos quatro espectros em simultâneo: O Atlas solar de Kurucz 2005, os espectros OPD de Ganimedes como substituto do Sol, e das estrelas HD 196378 e HD 182572.

A inspeção é feita ao longo de toda a faixa espectral 6300 - 6800 Å. Primeiro usamos o espectro solar Kurucz de alta resolução e o espectro OPD de Ganimedes de baixa resolução para identificar linhas espectrais e suas intensidades dentro das características espectrais (vamos chamar características espectrais aos possíveis índices espectrais até eles serem definidos como tal). A identificação de linhas é realizada com ajuda do catálogo do espectro solar Moore et al. (1966) e da base de dados *VALD3*⁸. As intensidades das linhas no Sol são registradas na Tabela 4.1, e são usadas para determinar a contribuição de cada linha espectral a uma característica espectral (ver Figura 4.1). Este procedimento é feito para identificar índices dominados por: (1) elementos do pico do ferro (Fe I, V I, Cr I, Mn I, Co I, e Ni I), (2) espécies ionizadas do

⁷ Multi-object APO RadialVelocity Exoplanet Large-area Survey (MARVELS). © Sloan Digital Sky Survey

⁸ The Vienna Atomic Line Database (VALD3)

pico do Ferro (Fe II, Ti II, Cr II). As características espectrais dominadas por (3) elementos alfa (O, Mg, Si, S, Ca, Ti) são separadas. Estabelecemos qualitativamente a dominância de um grupo de elementos se mais de 90% da absorção de uma dada característica espectral é composta por contribuições de linhas de um determinado grupo.

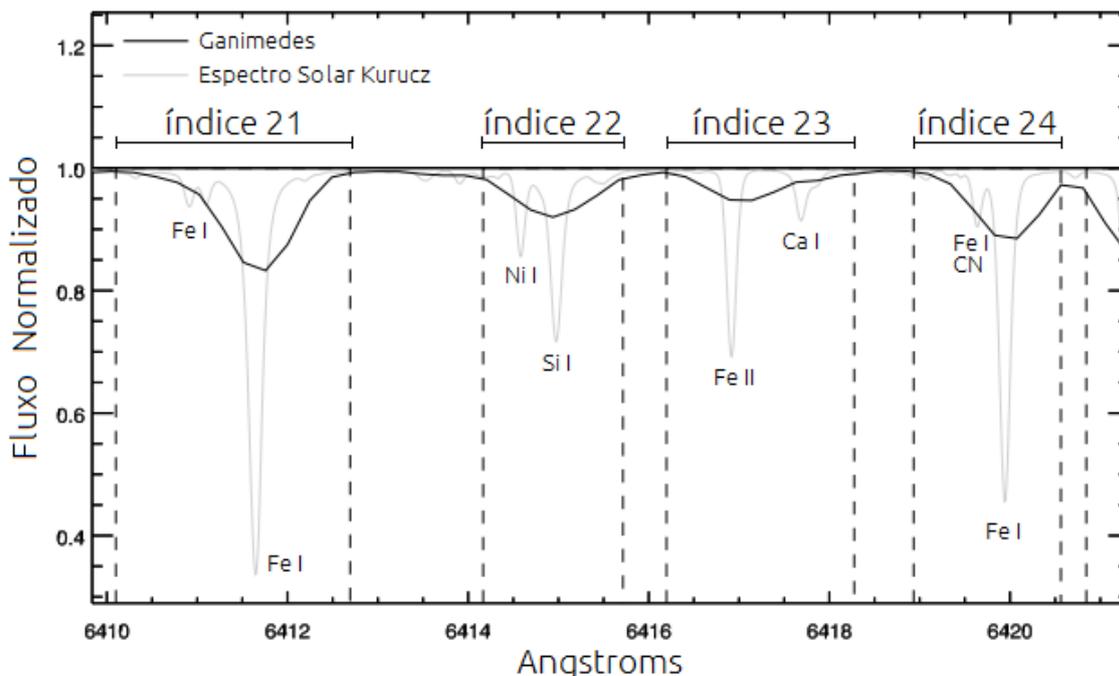


Figura 4.1. Seção do espectro solar. O espectro solar Kurucz é mostrado em cinza com resolução $R = 500000$. O espectro OPD de Ganimedes como substituto do Sol com resolução $R \sim 8000$ é mostrado em preto. As linhas mais intensas são identificadas por suas espécies químicas. Os índices 21 e 24 são dominados por espécies do pico de ferro, enquanto o índice 22 é dominado por elementos alfa e o índice 23 é uma mistura entre espécies ionizadas do pico de ferro e elementos alfa.

O fluxo espectral referente à intensidade das linhas de absorção pode ser modificado pela relação entre os parâmetros T_{eff} e $[\text{Fe}/\text{H}]$. Para uma maior temperatura as intensidades das linhas são menores e do modo contrário para uma maior metalicidade as intensidades das linhas são maiores, assim uma estrela com alta temperatura e alta metalicidade pode apresentar intensidades das linhas próximas a uma estrela com baixa temperatura e baixa metalicidade. As combinações entre temperatura e metalicidade também podem produzir espectros de linhas muito intensas ou muito fracas, considerando essa possibilidade os espectros das estrelas HD 182572 e HD 196378 foram usados na seleção dos índices, processo que é ilustrado na figura 4.2. A estrela HD 182572 é uma estrela fria e rica em metais ($T_{\text{eff}} = 5569 \text{ K}$ e $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.4 \text{ dex}$, Ghezzi et al. 2010a) e corresponde ao exemplo extremo com índices

intensos. Considerando que características mais intensas podem invadir regiões mais extensas, a utilização deste espectro permite selecionar adequadamente os intervalos das definições, e eliminar aquelas características não suficientemente isoladas. A estrela HD196378 é uma estrela quente e pobre em metais ($T_{\text{eff}} = 5996$ K e $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.44$ dex, Ghezzi et al. 2010a) e mostra o caso contrário em que os índices são fracos; assim são eliminados os índices que tendem a desaparecer em estrelas com similares características. Tivemos cuidado de não selecionar índices demasiado próximos à linha $H\alpha$, devido a esta linha ter um perfil muito largo, e isso pode distorcer a medida de índices vizinhos, em relação ao contínuo. Seguindo o procedimento descrito anteriormente, foi selecionado um total de 64 índices listados na Tabela 4.1 junto com as suas propriedades. Desses índices, 41 são dominados por espécies do pico do ferro e um é dominado por espécies ionizadas do pico de ferro. O resto dos índices pertencem ao grupo de elementos alfa e alguma combinação entre esse grupo e outros grupos de elementos.

Com os índices definidos utilizamos a tarefa *splot* de IRAF para efetuar a integração do fluxo (área) correspondente a cada índice. A rotina calcula a largura equivalente do índice, ou seja, a área entre o fluxo espectral e a linha horizontal do contínuo ideal em $\mathcal{F} = 1$, dentro dos limites de comprimento de onda definidos, e salva um arquivo chamado *splot.log* com os cálculos das áreas de cada índice, em angstroms, para cada estrela. Posteriormente os cálculos são ordenados em duas tabelas por separado, uma com os índices das estrelas de calibração e outra com os índices das candidatas a análogas solares. É importante mencionar que antes dos índices serem utilizados nas calibrações tiveram que ser submetidos a mais um processo, descrito na seguinte seção, para corrigir erros instrumentais.

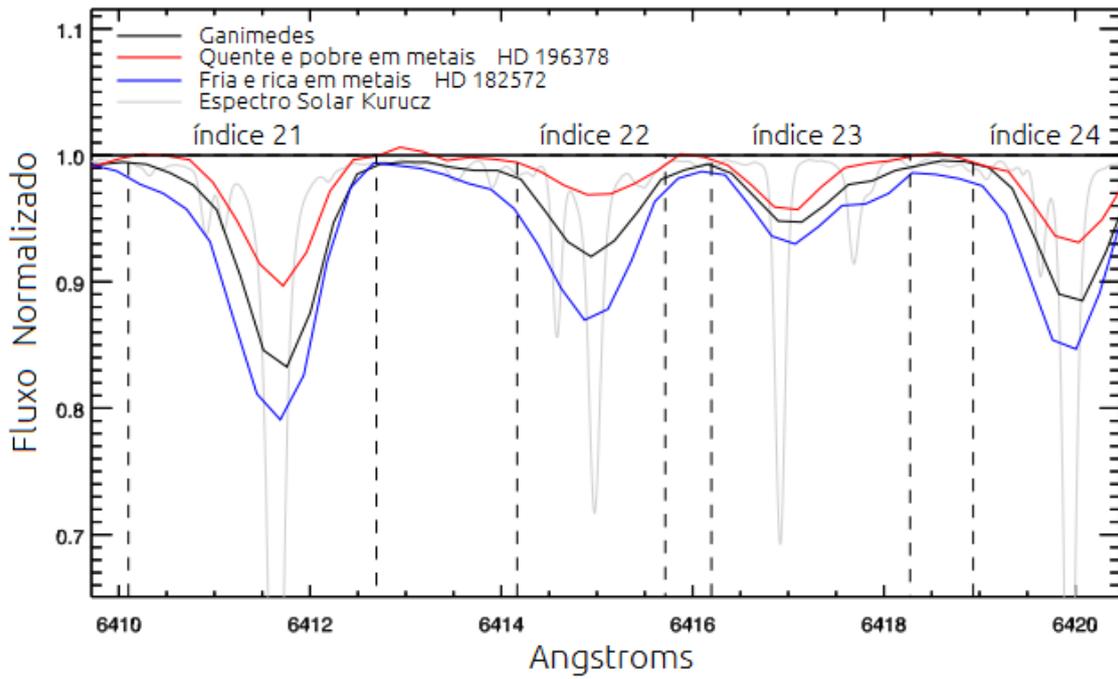


Figura 4.2. Igual que na figura 4.1 incluindo os espectros OPD das estrelas HD 196378 e HD 182572 para discriminação de índices fracos e correção dos limites dos índices

Tabela 4.1. Índices espectrais e as suas propriedades

Na primeira coluna é mostrada a identificação do índice. As segunda e terceira colunas fornecem os comprimentos de onda inicial e final dos índices respectivamente. Desde a quarta a sexta colunas é fornecida a identificação das espécies químicas que compõem os índices, a largura equivalente no Sol e os potenciais de excitação das linhas componentes, em elétron-volts, respectivamente. As identificações e os potenciais foram extraídos de Moore et al. (1966) e revisados com ajuda da base de dados VALD3. A sétima coluna fornece o grupo de elementos a que pertence o índice com o seguinte código: 1 Pico de ferro, 2 espécies do pico de ferro ionizadas, 3 elementos alfa, 4 outras combinações de elementos.

Índice	λ_i (Å)	λ_f (Å)	Espécies Químicas	EW no Sol (mÅ)	χ (eV)	Grupo de elementos
1	6310.85	6312.54	Ti I	8	1.44	4
			Fe I	23	2.83	
			Ti I	5	1.46	
2	6313.80	6316.47	Ni I	67	4.15	1
			Fe I	52	4.14	
			Fe I	16	4.14	
			Fe I	33	4.07	
3	6317.25	6319.84	Fe I & Ti I	96	2.45, 1.43	4
			Ca I	49	4.43	
			Mg I	37	5.11	
			Mg I	18	5.11	
			Mg I	9.5	5.11	
4	6321.60	6323.41	Ni I	19	4.15	1
			Fe I	75	2.59	
5	6326.86	6328.31	V I	2	1.87	1
			Ni I	36	1.68	
6	6329.14	6331.48	Cr I	25	0.94	1
			Fe I	32	4.73	
7	6334.00	6336.01	Fe I	103	2.20	1
8	6336.16	6337.75	Fe I	121	3.69	1
9	6338.00	6340.13	Fe I	42	4.79	1
			Ni I	44	4.15	
			Fe I	1	3.40	
10	6343.47	6345.92	Fe I	56	2.43	1
11	6346.35	6348.54	Si II	54	8.12	3
			Co I	4	4.39	
12	6354.06	6355.95	Fe I	62	2.84	1
13	6357.94	6359.41	Fe I	82	0.86	1
14	6361.81	6363.53	Zn I	23	5.79	1
			Cr I	30	0.94	
15	6370.87	6372.11	Si II	35	8.12	3
16	6377.59	6378.96	Ni I	27	4.15	1

Tabela 4.1. Índices espectrais e as suas propriedades (continuação)

Índice	λ_i (Å)	λ_f (Å)	Espécies Químicas	EW no Sol (mÅ)	χ (eV)	Grupo de elementos
17	6379.89	6381.63	Fe I	40	4.19	1
			Ni I	2	4.42	
18	6392.95	6394.37	Fe I	117	2.43	1
19	6398.82	6401.56	Fe I	181	3.60	1
			Fe I	46	0.91	
20	6407.50	6409.29	Si I & Fe II	26	5.87, 3.89	1
			Fe I	80	3.69	
			Sr I	3	2.27	
21	6410.10	6412.69	Fe I	6	4.73	1
			Fe I	129	3.65	
			Fe I	2	2.45	
22	6414.17	6415.71	Ni I	15	4.15	4
			Si I	45	5.87	
23	6416.20	6418.27	Fe II	47.5	3.89	4
			Ca I	9	4.44	
24	6418.93	6420.56	Ti I	1.5	2.17	1
			Fe I & CN	9	3.94	
			Fe I	80	4.73	
25	6420.85	6422.53	Fe I	87	2.28	1
			Ni I	16	4.16	
26	6429.91	6431.63	Co I	2.5	2.14	1
			Fe I	106	2.18	
27	6438.21	6440.11	Fe I	7	4.43	3
			Ca I	156	2.52	
28	6454.35	6457.31	Co I	11	3.63	4
			Ca I	48	2.52	
			Fe II	57	3.90	
			Fe I & Ca II	17	4.79, 8.44	
29	6468.40	6469.82	Fe I	3	4.79	1
			Fe I	52	4.83	
30	6470.99	6472.43	Ca I	83	2.52	3
			Fe I	2.5	4.37	
31	6481.27	6483.26	Fe I	63	2.28	1
			Fe II?	7	6.22	
			Ni I	38	1.93	
32	6490.83	6492.46	Fe II	3.5	5.58	2
			Ti II	45	2.06	

Tabela 4.1. Índices espectrais e as suas propriedades (continuação)

Índice	λ_i (Å)	λ_f (Å)	Espécies Químicas	EW no Sol (mÅ)	χ (eV)	Grupo de elementos
33	6492.60	6494.40	Fe II	6	5.58	3
			Ca I	133	2.52	
34	6494.41	6495.94	Fe I	34	4.73	1
			Fe I	165	2.40	
			Fe I	42	4.83	
35	6495.98	6497.61	Fe I	69	4.79	4
			Ba II	98	0.60	
			Ti I	5	1.44	
36	6497.83	6500.61	Fe I	43	0.96	4
			Ca I	81	2.52	
37	6500.92	6502.65	Cr I	9	0.98	4
			Ti	25	2.49	
			Ni I	7	3.40	
38	6525.61	6527.99	Si I	6	5.87	3
			Si I	28	5.87	
			La II	2	0.23	
			Si I	53	5.87	
39	6591.85	6593.55	Ni I	23	4.23	4
			Fe I	123	2.73	
			Ti I	123	1.44	
40	6593.60	6594.75	Fe I	89	2.43	1
41	6596.74	6598.19	Fe I & Cr I	44	4.79, 4.17	1
42	6603.88	6605.30	Sc II	36	1.36	3
43	6608.51	6610.25	Fe I	76	2.56	4
			Ca I	13	5.83	
			Fe I	5	0.99	
44	6632.73	6634.64	Fe I	30	4.83	1
			Fe I	70	4.56	
			Fe I	40	4.79	
45	6634.97	6636.11	Ni I	19	4.42	4
			Si I	7	5.86	
46	6638.85	6640.75	Fe I	17	4.61	1
			Fe I	11	4.07	
47	6642.59	6644.56	Cr I	2	3.84	1
			Ni I	83	1.68	
48	6660.25	6661.83	Cr I	10	4.19	1
			Ni I	6	4.23	

Tabela 4.1. Índices espectrais e as suas propriedades (continuação)

Índice	λ_i (Å)	λ_f (Å)	Espécies Químicas	EW no Sol (mÅ)	χ (eV)	Grupo de elementos
49	6662.12	6664.25	Cl	3	8.85	1
			Fe I	31	4.56	
			Fe I	76	2.42	
50	6677.04	6679.24	Ti I	2	2.49	1
			Fe I	3	3.21, 5.01	
			Fe I	122	2.69	
			Ti I	2	2.25	
			Co I	5	1.96	
51	6694.93	6696.80	Al I	33	3.14	4
			Fe I	16	4.83	
52	6702.73	6704.27	Fe I	32	2.76	1
53	6704.43	6705.86	Fe I	5	4.22	1
			Fe I	42	4.61	
54	6712.29	6714.35	Fe I	2.5	4.99	1
			Fe I	24	4.61	
			Fe I	7	4.14	
			Fe I	23	4.79	
55	6716.91	6718.57	Fe I	11	4.61	3
			Ca I	120	2.71	
56	6721.07	6722.96	Si I	55	5.86	3
57	6724.28	6725.93	Cr I & Sc I	4	-	1
			Fe I	17	4.10	
58	6725.97	6727.50	O I	1	9.14	1
			Fe I	50	4.61	
59	6732.36	6733.81	Fe I	25	4.64	1
60	6742.45	6744.23	Ti I	19	0.90	3
			Si I	12	7.86	
61	6749.47	6750.89	Fe I	1	3.64	1
			Fe I	75	2.42	
62	6751.99	6753.99	Fe I	42	4.64	1
			Fe I	5	4.56	
63	6766.84	6768.51	Ni I	83	1.83	1
64	6771.72	6773.18	Ni I	51	3.66	1

4.2. Homogeneização dos Índices

A resolução espectral é uma medição da habilidade de um detector em definir estreitos intervalos de comprimento de onda no espectro eletromagnético. Enquanto mais fina é a resolução espectral, mais estreita é variação de comprimento de onda que pode ser detectada em um intervalo espectral. Habitualmente se denota esta variação detectável por $\delta\lambda$, e está relacionada com o poder de resolução pela Equação 4.1

$$R = \frac{\lambda}{\delta\lambda} \quad (4.1)$$

Formalmente a resolução teórica $\delta\lambda$ é a distância, em comprimento de onda, entre duas linhas igualmente intensas. A resolução é governada apenas pelo fenômeno de difração, de tal forma que o centro do padrão de difração de uma linha coincide com o primeiro mínimo de uma linha próxima (Critério de Rayleigh). Na prática, não é sempre possível encontrar duas linhas de igual intensidade juntas; então, a resolução prática pode ser medida a partir da largura do perfil instrumental caracterizado pelo FWHM (largura à meia altura).

A forma observada das características espectrais é parcialmente governada pela resolução. Se a resolução é mais fina as características espectrais se mostram mais detalhadas e estreitas, no caso contrário se mostram mais extensas e superpostas. Isso é essencial na nossa análise, considerando que os índices espectrais estão definidos dentro de intervalos de comprimento de onda fixos, e a extensão de uma característica espectral pode deixar parte da sua área fora dos limites definidos para os índices. Este pequeno defeito na medição de um índice pode traduzir-se em variações nos parâmetros atmosféricos deduzidos de uma estrela, inter-relacionados na Equação 4.2.

Espera-se que aquisições de dados com uma mesma configuração instrumental mostrem resoluções próximas entre si, dentro das incertezas. A configuração instrumental que detalhamos na Seção 2.2 devia produzir espectros com poder de resolução $R \approx 8000$, mas devido a instabilidades na configuração instrumental que não pudemos controlar, os espectros adquiridos em diferentes missões mostram variações substanciais no poder de resolução, que precisam ser compatibilizadas.

Estimamos a resolução prática dos espectros de cada missão até outubro do ano 2014 (ver Tabela 4.2) utilizando medições de FWHM de linhas fracas e isoladas dos espectros Th-Ar usados para as calibrações de comprimento de onda (Seção 2.3.2). A estimativa do FWHM de uma missão é feita calculando a média de todos os FWHM de cada dia na missão, a sua vez o FWHM de um dia é calculado com a média das medições

de 10 linhas em um espectro individual. As 10 linhas usadas foram cuidadosamente selecionadas por serem isoladas, de intensidade média-baixa, e bem distribuídas ao longo do intervalo espectral. As estimações obtidas são apresentadas na Tabela 4.2.

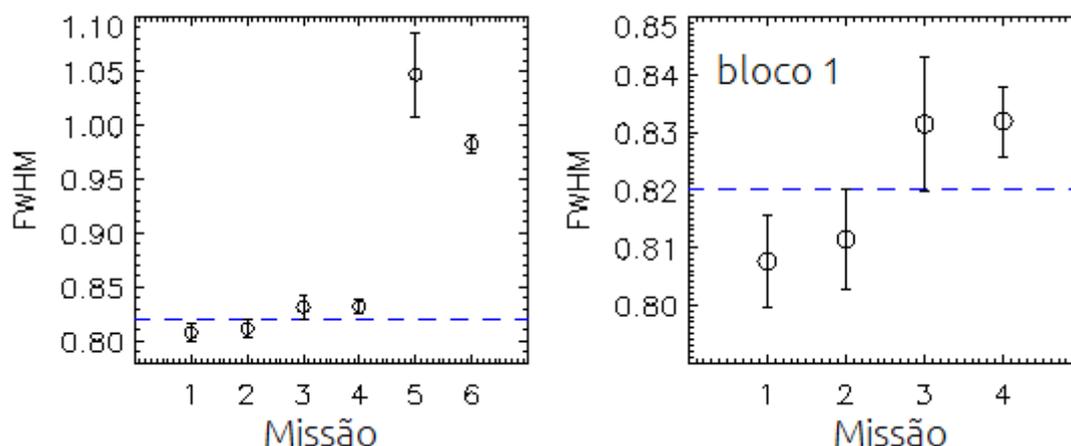


Figura 4.3. Esquerda. Medidas de FWHM dos espectros das missões 1 à 6. **Direita.** Medidas de distribuição de FWHM das missões 1 ao 4 (bloco 1). A linha em traços horizontal azul representa o limite superior 1σ da missão 2 nos dois gráficos.

Mostramos na Figura 4.3 os valores médios de FWHM de cada missão, onde as barras representam a dispersão 1σ . A partir do gráfico da direita, baseando-nos na evidência das medições de FWHM serem próximas dentro do erro 1σ , estabelecemos a compatibilidade direta das missões 1 e 2; analogamente estabelecemos a compatibilidade das missões 3 e 4. O FWHM das missões 2 e 3 estão dentro e perto do limite do erro 1σ , o que permite estabelecer a compatibilidade direta, contudo decidimos avaliar essa compatibilidade com duas estrelas de calibração em comum disponíveis para estas missões, mediante o método descrito abaixo, resultando na ratificação da compatibilidade direta. Esta última compatibilidade, das missões 2 e 3, conduz automaticamente à compatibilidade direta entre as missões 1 e 4 e, em consequência, o grupo de missões 1 ao 4 serão consideradas todas compatíveis, as que chamamos missões do **bloco 1**.

As missões 5 e 6, às que chamamos missões do **bloco 2**, mostram discrepâncias de FWHM entre elas como também com respeito ao **bloco 1**. O processo de compatibilização destas missões segue a ordem do diagrama na Figura 4.4. Note-se que para compatibilizar a missão 5 com o **bloco 1** fazemos duas conversões individuais: da missão 5 para a missão 6 e logo da missão 6 para o missão 4 (bloco 1). Isto é

Tabela 4.2. Data e Resolução Espectral Medida das Missões

Na primeira coluna é fornecida a identificação da missão em que os dados foram adquiridos. A segunda fornece a data de aquisição. A terceira coluna fornece a largura a meia altura (FWHM) dos espectros correspondentes à missão. Este valor foi estimado com a média das medições dos espectros de cada dia dentro da missão. A quarta coluna fornece a dispersão 1σ das estimações na terceira coluna. A quinta e sexta colunas fornecem as estimações das resoluções e as suas dispersões 1σ respectivamente. A sétima coluna fornece o bloco que contém as missões (ver figura 4.4.) A oitava coluna fornece o número de espectros de candidatas adquiridos na missão (as missões podem conter espectros de estrelas também adquiridos em outras missões). A nona coluna fornece o número de espectros de estrelas de calibração adquiridos na missão (as missões podem conter espectros de estrelas também adquiridos em outras missões).

Missão	Data	FWHM (Å)	σ (FWHM) (Å)	R	σ (R)	Bloco	Espectros de Candidatas	Espectros de Estrelas de Calibração
1	19 – 22 de junho de 2008	0.8076	0.00812	8127	80	1	5	42
2	21 de julho de 2008	0.8115	0.00861	8087	84	1	9	0
3	1 – 2 de abril de 2009	0.8314	0.01168	7893	109	1	0	3
4	28 – 31 de março de 2011	0.8319	0.00612	7889	57	1	3	13
5	3 – 7 de outubro de 2011	1.0418	0.02816	6299	165	2	5	7
6	30 de outubro a 2 de novembro de 2014	0.9823	0.00838	6681	56	2	1	14
7	5 – 7 de dezembro de 2014	Não estimado	Não estimado	Não estimado	Não estimado	—	2	—
8	26 de fevereiro de 2015	Não estimado	Não estimado	Não estimado	Não estimado	—	2	3

necessário porque infelizmente não contamos com nenhuma estrela em comum entre a missão 5 e alguma das missões do bloco 1. A ideia da conversão indireta da missão 5 para o bloco 1 passar por duas conversões individuais sugere a probabilidade de se carregar erros de medição em excesso, o que comprometeria a homogeneidade das medições dos índices espectrais da missão 5. Avaliamos a confiabilidade desta conversão indireta posteriormente uma vez feitas as calibrações (Seção 5.2).

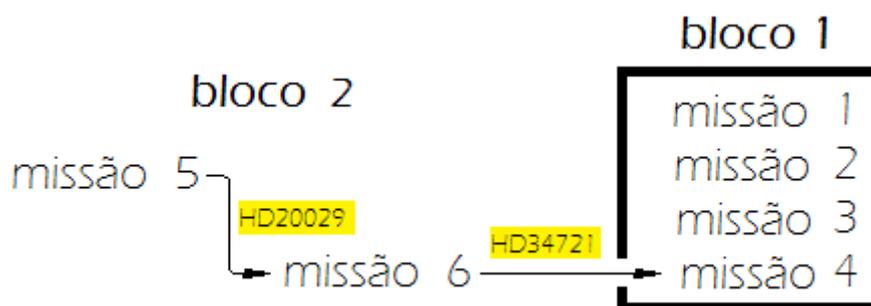


Figura 4.4. Diagrama de Compatibilização das missões. A compatibilização das missões 5 e 6 para o *bloco 1* é feita mediante a missão 4 usando a única estrela em comum disponível HD 34721. A compatibilização da missão 5 com o *bloco 1* deve tomar um caminho indireto devido à falta de estrelas em comum com o *bloco 1*.

A compatibilização consiste da comparação gráfica entre as medições dos índices espectrais - listados na Tabela 4.1 - de uma estrela em comum entre duas missões, ajustados a uma função linear mediante um processo iterativo robusto. Nos seguintes parágrafos apresentamos as análises de compatibilidade. Em todos os casos o desvio padrão 2σ foi considerado como parâmetro de aceitação, contudo nas tabelas se apresentam os parâmetros de erro correspondentes a 1σ .

Tabela 4.4. Conversões Para Compatibilização das Missões

Parâmetros de ajuste linear para as compatibilizações entre as missões de observação. A primeira coluna fornece a estrela em comum entre as missões. A segunda e terceira colunas fornecem as missões a compatibilizar. A quarta e a quinta colunas fornecem o coeficiente angular m e seu erro 1σ respectivamente. As sexta e sétima colunas listam o coeficiente linear b e o erro 1σ . A oitava coluna mostra o desvio padrão de regressão. A nona coluna fornece o índice de correlação linear R . A décima coluna mostra o número de *outliers* eliminados no ajuste. A décima primeira coluna fornece a identificação dos *outliers*.

Estrela	Desde missão	Para missão	m	$\sigma(m)$	b (Å)	$\sigma(b)$ (Å)	σ_{reg} (Å)	R	outliers	Identificação de outliers
HD 146233	3	1	0.981111	0.010006	0.004645	0.001119	0.004184	0.997358	12	6, 7, 9, 12, 30, 31, 33, 34, 35, 41, 55, 59
HD 150248	3	1	0.967670	0.016573	0.001096	0.001920	0.007687	0.991172	2	29, 50
HD 34721	6	4	1.078415	0.026072	-0.002466	0.002473	0.009241	0.986541	16	2, 11, 18, 19, 20, 21, 28, 30, 31, 32, 33, 36, 37, 41, 63, 64
HD 20029	5	6	1.023910	0.020865	0.000118	0.002005	0.006205	0.992000	24	1, 2, 3, 4, 6, 7, 11, 13, 20, 29, 30, 31, 32, 33, 34, 35, 37, 38, 39, 55, 56, 60, 63, 64

Tabela 4.5. Parâmetros de ajuste linear dos resíduos $EW_S^{conv} - EW_S^{obs}$ vs. EW_S^{obs}

Ajustes lineares dos resíduos entre as EWs convertidas mediante as equações da Tabela 4.4 e as EWs observadas em função das EWs observadas. A primeira coluna fornece a estrela em comum entre as missões assinaladas nas colunas 2 e 3, que foi usada para obter as equações de conversão da Tabela 4.4. A segunda coluna mostra a missão com as EWs a converter. A terceira coluna mostra a missão com as EWs que queremos atingir mediante a compatibilização. A quarta e quinta colunas são o coeficiente angular m da regressão linear e seu erro 1σ respectivamente. A sexta e sétima colunas são o coeficiente linear b e seu erro 1σ . A oitava coluna mostra o desvio padrão da regressão. A nona coluna mostra o coeficiente de correlação linear da regressão.

Estrela	Desde missão	Para missão	m	$\sigma(m)$	b (Å)	$\sigma(b)$ (Å)	σ_{reg} (Å)	R
HD 146233	3	1	-0.005277	0.010145	0.000519	0.001154	0.004173	-0.072641
HD 150248	3	1	-0.017578	0.016826	0.001716	0.001906	0.007619	-0.132584
HD 34721	6	4	-0.026736	0.023530	0.002237	0.002368	0.009116	-0.163512
HD 20029	5	6	-0.015936	0.020053	0.001370	0.001979	0.006156	-0.126239

Compatibilidade das missões 1-2 vs. 3-4 (bloco 1)

Os espectros das estrelas HD 146233 (18 Sco) e HD150248 foram utilizados, e mostramos nas Figuras 4.5 e 4.6 e nas Tabelas 4.4 e 4.5 os resultados obtidos mediante ajuste linear e os resíduos do ajuste respectivamente. O ajuste com HD 146233 mostra índice de correlação $R \approx 1$, dispersão em torno do ajuste $2\sigma = 8.36 \text{ m\AA}$ e 12 outliers eliminados (de um total de 64 índices). O coeficiente angular $m = 0.981 \pm 0.020 \approx 1$ (critério 2σ), no entanto o coeficiente linear b indica que as medições do espectro correspondente à missão 1 são $4.64 \pm 2.24 \text{ m\AA}$ (critério 2σ) maiores do que as medições do espectro da missão 3. Se a esta figura fosse representativa para todos os espectros dessas missões isso indicaria algum erro na normalização ou na redução dos espectros a 1D. A fim de garantir a ausência desses erros foi revista a homogeneidade da redução e a normalização do contínuo de todos os espectros da amostra, e o resultado foi invariável. Isso sugere a ocorrência de diferenças sistemáticas entre as EWs das duas missões, sendo descartada a possibilidade de variação do fluxo da fonte porque a estrela não é ativa.

Avaliamos adicionalmente a compatibilidade entre as missões 1 e 3 usando os espectros da estrela HD 150248. O ajuste linear mostra índice de correlação $R \approx 1$, dispersão em torno do ajuste $2\sigma = 15.37 \text{ m\AA}$ e apenas 2 outliers, sendo o coeficiente angular $m = 0.967 \pm 0.033 \approx 1$ (critério 2σ) e o coeficiente linear $b = 1.09 \pm 3.84 \text{ m\AA}$ (critério 2σ), o que nos permite considerar $b \approx 0$. A distribuição dos resíduos obtidos na subtração dos índices convertidos e os índices observados $EWS_{conv} - EWS_{obs}$ em relação aos índices espectrais observados EWS_{obs} possui coeficientes angular e linear $m_r = -0.018 \pm 0.034$ (critério 2σ) e $b_r = 0.0017 \pm 0.004$ (critério 2σ) e não mostra correlação. A Figura 4.6 confirma a homogeneidade do processo de redução e normalização dos espectros, além de sugerir a simetria nas medições dos índices espectrais posto que $m \approx 1$. Este fato, mais a proximidade das medições de FWHM entre as missões 1 e 3 quase dentro do erro 1σ nos permite estabelecer a compatibilidade das missões 1 e 3 mediante a simetria e desconsiderar a possível discrepância que sugere o ajuste mediante HD 146233. Essa possível discrepância, além disso, se estabelece a um nível de significância estatística apenas um pouco superior a 2σ .

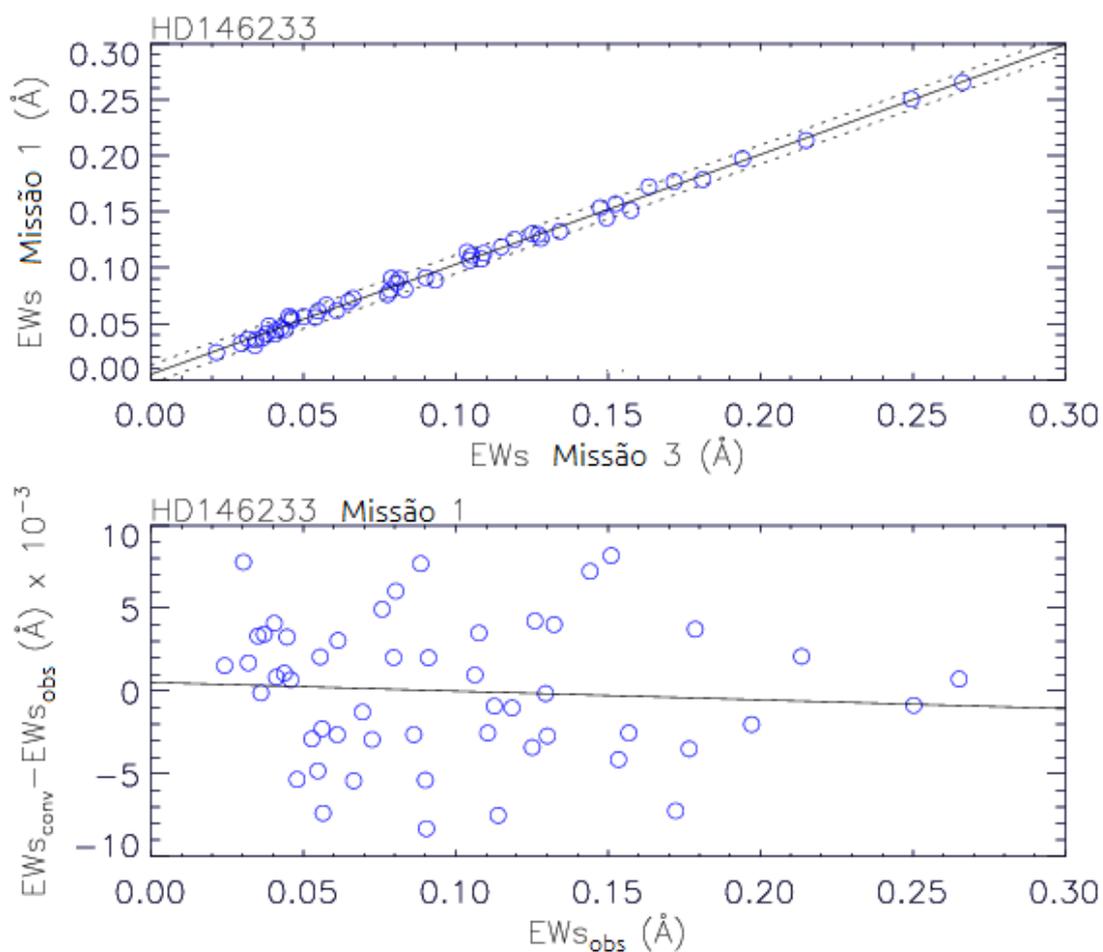


Figura 4.5. Compatibilização entre as missões 3 e 1 com espectros da estrela HD 146233. **Acima.** Regressão linear dos índices em torno do eixo simétrico $X = Y$. Os parâmetros estatísticos de conversão da missão 3 (eixo X) para missão 1 (eixo Y) mediante a equação $Y = mX + b$, são apresentados na tabela 4.4., com coeficiente angular $m = 0.9811 \pm 0.0100$ e coeficiente linear $b = 0.0046 \pm 0.0011$ **Abaixo.** Regressão linear dos resíduos entre índices convertidos da missão 3 e os índices da missão1 vs. índices da missão 1, os parâmetros estatísticos são apresentados na tabela 4.5., sendo o coeficiente angular $m = 0.0053 \pm 0.0102$ e o coeficiente linear $b = 0.0005 \pm 0.0012$

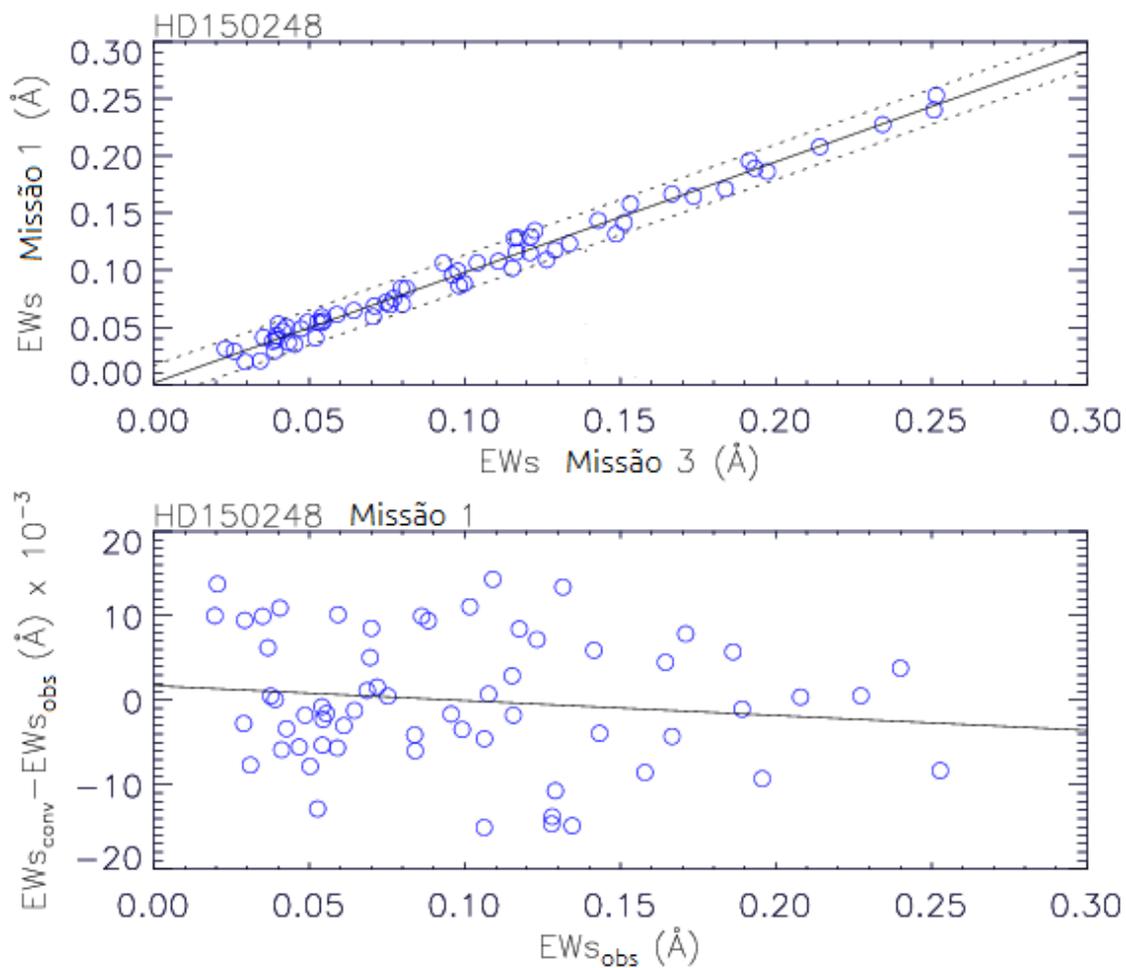


Figura 4.6. Compatibilização da missão 3 a 1 com espectros da estrela HD 150248. As representações são análogas às da figura 4.5. **Acima.** Coeficiente angular $m = 0.9677 \pm 0.0166$ e coeficiente linear $b = 0.0011 \pm 0.0020$. **Abaixo.** Coeficiente angular $m = -0.0175 \pm 0.0168$ e coeficiente linear $b = 0.0017 \pm 0.0019$. Os parâmetros estatísticos das regressões são apresentados nas tabelas 4.4 e 4.5

Compatibilidade da missão 5 para a missão 6 (vínculo do bloco 2 com bloco 1)

Foram utilizados os espectros da estrela HD 20029, e mostramos na Figura 4.7 e nas Tabelas 4.4 e 4.5 os resultados obtidos mediante o ajuste linear e os resíduos do ajuste, respectivamente. O ajuste mostra correlação $R \approx 1$, dispersão em torno do ajuste $2\sigma = 12.41 \text{ m\AA}$ e 24 outliers eliminados. Os coeficientes angular e linear são $m = 1.02 \pm 0.04 \approx 1$ (critério 2σ) e $b = 0.01 \pm 4.01 \approx 0$ (critério 2σ); a distribuição dos resíduos $EWS_{conv} - EWS_{obs}$ vs. EWS_{obs} com coeficientes angular e linear $m_r = -0.016 \pm 0.04$ (critério 2σ) e $b_r = 0.001 \pm 0.004$ (critério 2σ) não apresenta correlação. Considerando o bom comportamento da distribuição dos resíduos, a compatibilização mediante a simetria é aceita.

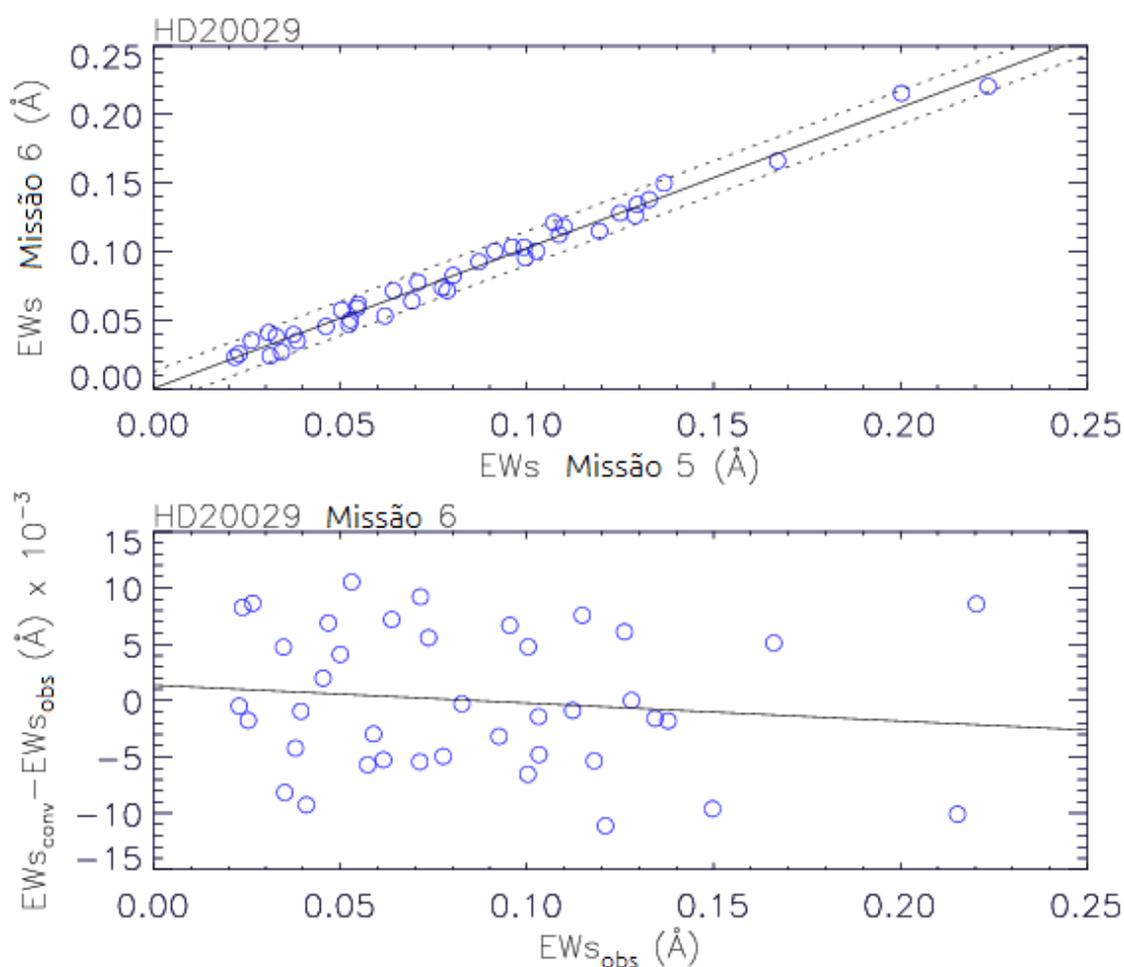


Figura 4.7. Compatibilização da missão 5 a 6 com espectros da estrela HD 20029. As representações são análogas as da figura 4.5. **Acima.** Coeficiente angular $m = 1.0239 \pm 0.0209$ e coeficiente linear $b = 0.0011 \pm 0.0020$. **Abaixo.** Coeficiente angular $m = -0.0159 \pm 0.0168$ e coeficiente linear $b = 0.0013 \pm 0.0020$. Os parâmetros estatísticos das regressões são apresentados nas tabelas 4.4 e 4.5.

Compatibilidade da missão 6 para missão 4 (bloco2)

Foram utilizados os espectros da estrela HD 34721, mostramos na Figura 4.8 e nas Tabelas 4.4 e 4.5 os resultados obtidos mediante o ajuste linear e os resíduos do ajuste, respectivamente. O ajuste mostra índice de correlação $R \approx 1$, dispersão em torno do ajuste $2\sigma = 18.48 \text{ m\AA}$ e 16 outliers eliminados. Os coeficientes angular e linear são $m = 1.08 \pm 0.05$ (critério 2σ) e $b = 2.46 \pm 5.46 \approx 0$ (critério 2σ), a distribuição dos resíduos $EWs_{conv} - EWs_{obs}$ vs. EWs_{obs} com coeficientes angular e linear $m_r = -0.027 \pm 0.05$ (critério 2σ) e $b_r = 0.001 \pm 0.004$ (critério 2σ) não apresenta correlação. Considerando o bom comportamento da distribuição dos resíduos, a compatibilização é estabelecida mediante a equação linear $Y = 1.08 X$.

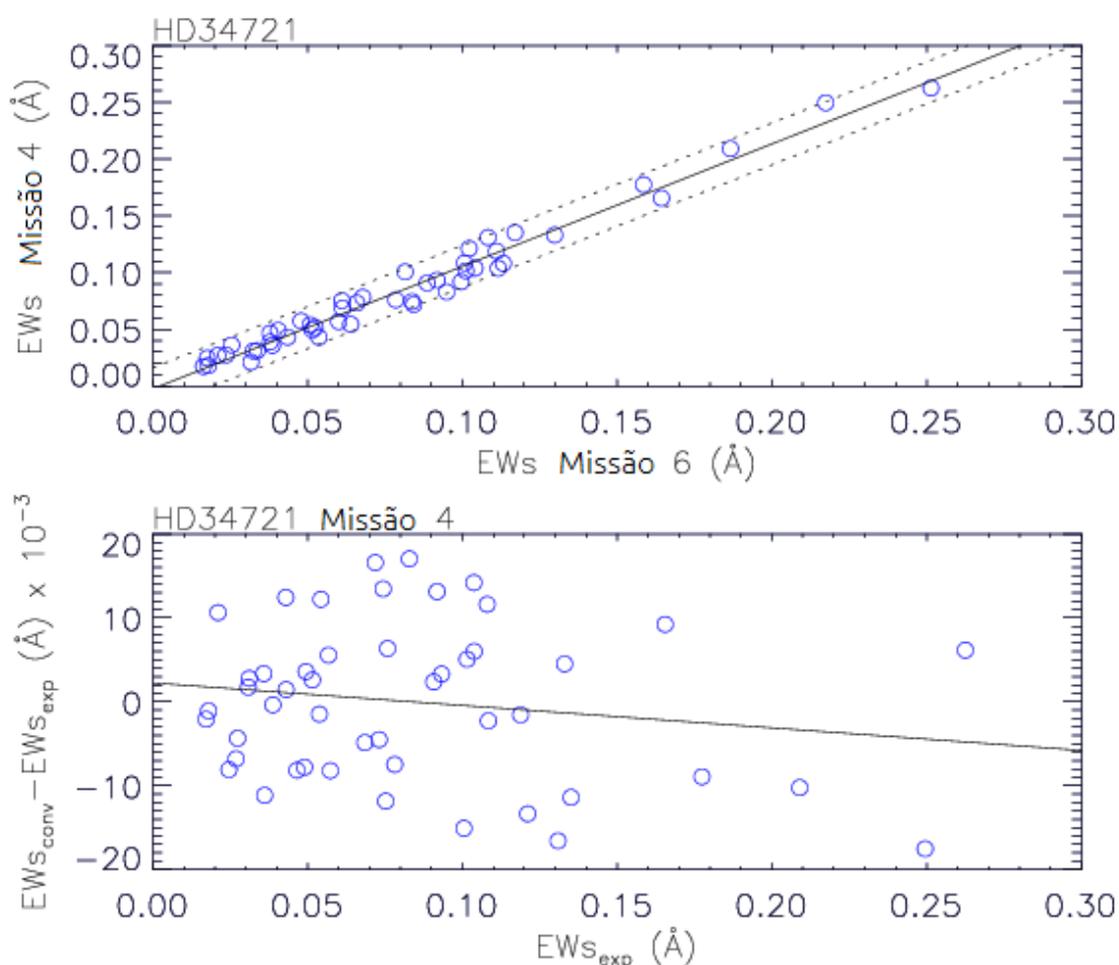


Figura 4.8. Compatibilização da missão 6 a 4 com espectros da estrela HD 34721. As representações são análogas às da figura 4.5. **Acima.** Coeficiente angular $m = 1.0784 \pm 0.0261$ e coeficiente linear $b = -0.0025 \pm 0.0025$. **Abaixo.** Coeficiente angular $m = -0.0267 \pm 0.0235$ e coeficiente linear $b = 0.0022 \pm 0.0023$. Os parâmetros estatísticos das regressões são apresentados nas tabelas 4.4 e 4.5.

Os índices medidos nas diferentes missões foram colocados em um sistema homogêneo do modo que acabamos de descrever. As calibrações para a obtenção dos parâmetros atmosféricos foram construídas sobre os índices homogeneizados.

Capítulo 5

Calibração de Índices para Derivação dos Parâmetros Atmosféricos

5.1. Construção das Calibrações

Neste capítulo mostramos o método usado para a obtenção dos parâmetros atmosféricos das candidatas a partir das calibrações construídas com as medições das larguras equivalentes dos índices, descritos na seção anterior, e os parâmetros atmosféricos conhecidos das estrelas de calibração.

O fluxo estelar observado na região do espectro visível recebe a sua forma devido ao complexo inter-relacionamento entre os parâmetros T_{eff} , $[\text{Fe}/H]$ e $\log g$ que dão conta da descrição macroscópica das atmosferas estelares. Como foi mencionado no capítulo anterior, estudos de Ghezzi et al (2014) e Diego Lorenzo (2011) mostram com sucesso tal relação ao recuperar parâmetros atmosféricos a partir de medições de fluxo de seções particulares do espectro estelar. Nesta seção seguimos uma análise multivariável semelhante a desses autores, usando o mesmo programa com os mesmos algoritmos computacionais e as mesmas ferramentas estatísticas, desenvolvidas para os estudos supracitados.

Contamos com os parâmetros atmosféricos das estrelas de calibração mostrados na Seção 2.2.2, e com as larguras equivalentes (EWs) dos índices compatibilizados mediante as equações de conversão estabelecidas na seção anterior na Tabela 4.4. A

Figura 5.1 mostra um exemplo do comportamento das EWs de um dos índices em função dos parâmetros atmosféricos das estrelas de calibração. Notam-se claramente correlações em função da T_{eff} e $[\text{Fe}/\text{H}]$. Por outro lado pode-se ver só dispersão em função de $\log g$. Contudo a ausência de uma correlação evidente não necessariamente significa independência do índice em relação ao parâmetro, mas sim que esse comportamento pode ser causado por uma dependência relativamente mais fraca. A importância desta análise qualitativa é que, em primeira instância, permite visualizar qual é a possível forma polinomial das relações. Os gráficos sugerem um modelo de ordem polinomial quadrático, hipótese que é fortemente respaldada em base aos resultados de Ghezzi et al. (2014) quem mostram o bom comportamento de um modelo quadrático após o teste com modelos de grau 1 e 3. Sendo nossos dados de resolução espectral semelhante aos de Ghezzi et al. (2014), justifica-se uma tentativa inicial com um modelo matemático semelhante. A aproximação polinomial da função desconhecida a ser ajustada é dada pelo polinômio de Taylor expandido até termos de segunda ordem é:

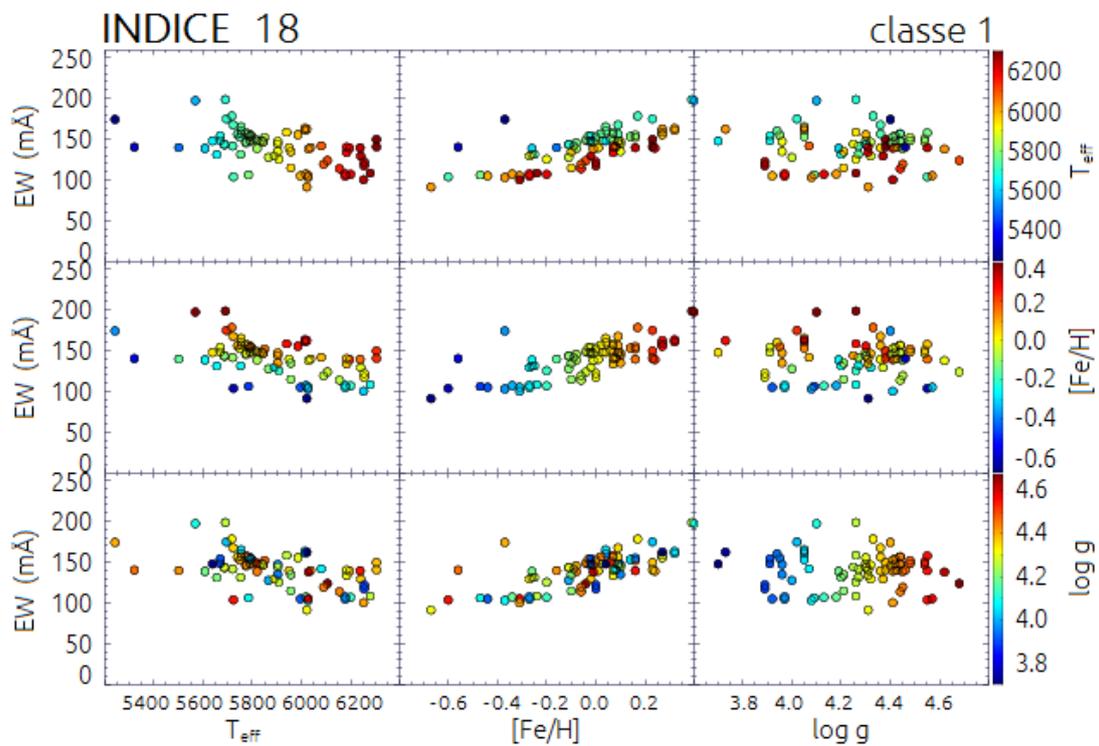


Figura 5.1. Larguras equivalentes medidas para o índice 18 em função dos parâmetros atmosféricos. As colunas da esquerda à direita mostram as dependências em função de T_{eff} , $[\text{Fe}/\text{H}]$ e $\log g$. Nas filas superior, média e inferior os pontos estão codificados por cor de acordo com T_{eff} , $[\text{Fe}/\text{H}]$ e $\log g$ respectivamente. Há claras dependências em função de T_{eff} e $[\text{Fe}/\text{H}]$, enquanto a dependência em função de $\log g$ não é visível. O índice 18 é de classe 1, este parâmetro é explicado na Tabela 5.3.

$$\begin{aligned}
EW(m\text{\AA}) = & c_0 + c_1[\text{Fe}/\text{H}] + c_2 T_{\text{eff}} + c_3 \log g + \\
& c_4[\text{Fe}/\text{H}]T_{\text{eff}} + c_5[\text{Fe}/\text{H}] \log g + c_6 T_{\text{eff}} \log g + \\
& c_7([\text{Fe}/\text{H}])^2 + c_8(T_{\text{eff}})^2 + c_9(\log g)^2
\end{aligned} \tag{5.1}$$

Para um conjunto de medições de um determinado índice, o sistema de equações pode-se expressar pela sua forma matricial:

$$\mathbf{Y} = \mathbf{X}\mathbf{c} + \boldsymbol{\varepsilon} \tag{5.2}$$

onde

$$\mathbf{Y} = \begin{bmatrix} EW_1 \\ EW_2 \\ \vdots \\ EW_n \end{bmatrix}, \quad \mathbf{X} = \begin{bmatrix} 1 & x_{1,1} & \cdots & x_{1,m-1} \\ 1 & x_{2,1} & \cdots & x_{2,m-1} \\ \vdots & \vdots & \ddots & \vdots \\ 1 & x_{n,1} & \cdots & x_{n,m-1} \end{bmatrix}, \quad \mathbf{c} = \begin{bmatrix} c_0 \\ c_1 \\ \vdots \\ c_{m-1} \end{bmatrix}, \quad \boldsymbol{\varepsilon} = \begin{bmatrix} \varepsilon_1 \\ \varepsilon_2 \\ \vdots \\ \varepsilon_n \end{bmatrix} \tag{5.3}$$

Nas Equações 5.2 e 5.3, \mathbf{Y} é o vector coluna da variável dependente representada pelas medições das larguras equivalentes de um índice espectral. O número de estrelas calibradoras é n , então há n medições para o mesmo índice e n é a dimensão do vector. \mathbf{X} é a matriz dos *regressores* ou *preditores* considerados variáveis independentes. Aqui estão as combinações de parâmetros atmosféricos da forma como é mostrada na Equação 5.1, distribuídas em ordem desde a segunda coluna até a última. Como contamos com n índices, há um conjunto de n combinações de parâmetros atmosféricos, cada uma com a forma da Equação 5.1, distribuídas desde a primeira fila até a última. \mathbf{c} é o vector coluna com os coeficientes desconhecidos que dão sentido à equação, cuja dimensão é igual ao número de coeficientes m . $\boldsymbol{\varepsilon}$ é o vector coluna de variáveis não observadas aleatórias (erros) que dão conta da discrepância entre a realidade observada EW_i e os resultados previstos pelo modelo $x_{ij}\mathbf{c}$. As equações dentro do sistema representado pela Equação 5.2 também são conhecidas como distribuições marginais unidimensionais.

A melhor solução do sistema de equações é encontrada pelo método de mínimos quadrados OLS (Ordinary Least Squares), e para a solução ser válida devem se verificar três supostos:

- (1) A variância σ^2 dos erros deve ser homocedástica, ou seja, deve ser a mesma em cada medição de EW ;
- (2) As variáveis independentes devem ser ortogonais aos resíduos. Este é o requisito para que o conjunto de coeficientes \mathbf{c} aplicados nas equações produzam a menor soma quadrática de erros (SQE);

(3) Os erros não devem ser correlacionados uns com os outros. Em outras palavras devem ser independentes e não apresentar tendência em função do parâmetro dependente, e apresentar valor esperado nulo $E(\boldsymbol{\varepsilon}) = 0$. Se além disso considera-se a normalidade, ou seja, que os erros seguem uma distribuição gaussiana n-dimensional, a matriz de variâncias-covariâncias é diagonal e pode ser expressa por $\mathbf{I}\sigma^2$, onde \mathbf{I} é a matriz identidade e σ parte do suposto (1).

Com estes supostos o estimador de *OLS* vem a ser equivalente ao Estimador de Máxima Verossimilhança (MLE Maximum Likelihood Estimator), o que é considerado como um *Estimador Linear Enviesado Ótimo*, ou seja, o mais eficiente de acordo com o teorema de Gauss-Markov.

Seguindo essas premissas, a Equação 5.3 conduz a $\hat{\mathbf{c}}$, que é o vetor \mathbf{c} com o conjunto de coeficientes que atende a $\hat{\boldsymbol{\varepsilon}}$ que é o vetor com a mínima soma quadrática de erros (*SQE*). A mínima soma (*SQE*) pode-se expressar como:

$$\sum \varepsilon_i^2 = \hat{\boldsymbol{\varepsilon}}^T \hat{\boldsymbol{\varepsilon}} = (\mathbf{Y} - \mathbf{X}\hat{\mathbf{c}})^T (\mathbf{Y} - \mathbf{X}\hat{\mathbf{c}}) = (\mathbf{Y}^T - \mathbf{X}^T \hat{\mathbf{c}}^T) (\mathbf{Y} - \mathbf{X}\hat{\mathbf{c}}) \quad (5.4)$$

$$= \mathbf{Y}^T \mathbf{Y} - \hat{\mathbf{c}}^T \mathbf{X}^T \mathbf{Y} - \mathbf{Y}^T \mathbf{X} \hat{\mathbf{c}} + \hat{\mathbf{c}}^T \mathbf{X}^T \mathbf{X} \hat{\mathbf{c}} \quad (5.5)$$

$$= \mathbf{Y}^T \mathbf{Y} - 2\hat{\mathbf{c}}^T \mathbf{X}^T \mathbf{Y} + \hat{\mathbf{c}}^T \mathbf{X}^T \mathbf{X} \hat{\mathbf{c}} \quad (5.6)$$

Vemos que $\boldsymbol{\varepsilon}^T \boldsymbol{\varepsilon}$ depende de uma forma linear e uma forma quadrática em $\hat{\mathbf{c}}$, então o ponto crítico de mínimo valor é alcançado quando são satisfeitas as seguintes condições (a) e (b):

(a) A derivada da função é igual a zero:

$$\frac{\partial(\hat{\boldsymbol{\varepsilon}}^T \hat{\boldsymbol{\varepsilon}})}{\partial \hat{\mathbf{c}}} = -2\mathbf{X}^T \mathbf{Y} + 2\mathbf{X}^T \mathbf{X} \hat{\mathbf{c}} = \mathbf{0} \quad (5.7)$$

$$\mathbf{X}^T \mathbf{X} \hat{\mathbf{c}} = \mathbf{X}^T \mathbf{Y} \quad (5.8)$$

Desde esta ultima equação é satisfeito o suposto (2):

$$\mathbf{X}^T \mathbf{X} \hat{\mathbf{c}} - \mathbf{X}^T \mathbf{Y} = \mathbf{0} \quad (5.9)$$

$$\mathbf{X}^T [\mathbf{Y} - \mathbf{X}\hat{\mathbf{c}}] = -\mathbf{X}^T \hat{\boldsymbol{\varepsilon}} = \mathbf{0} \quad (5.10)$$

E o melhor conjunto de coeficientes $\hat{\mathbf{c}}$ é:

$$\hat{\mathbf{c}} = (\mathbf{X}^T \mathbf{X})^{-1} \mathbf{X}^T \mathbf{Y} \quad (5.11)$$

onde $\mathbf{X}^T \mathbf{X}$ deve ser uma matriz não singular. Se $\mathbf{X}^T \mathbf{X}$ fosse singular teríamos infinitas estimações que coincidem a mesma soma de quadrados dos resíduos.

(b) Se a matriz hessiana ou matriz de segundas derivadas é definida positiva:

$$\frac{\partial^2(\hat{\boldsymbol{\varepsilon}}^T \hat{\boldsymbol{\varepsilon}})}{\partial \hat{\boldsymbol{c}} \partial \hat{\boldsymbol{c}}^T} = \left[\frac{\partial^2(\hat{\boldsymbol{\varepsilon}}^T \hat{\boldsymbol{\varepsilon}})}{\partial \hat{c}_i \partial \hat{c}_j} \right] = 2\mathbf{X}^T \mathbf{X} \quad (5.12)$$

para que a matriz de segundas derivadas seja definida positiva, para qualquer vetor coluna \mathbf{a} de ordem m deve ser satisfeita a seguinte proposição:

$$\mathbf{a}^T \mathbf{X}^T \mathbf{X} \mathbf{a} > 0 \quad (5.13)$$

A Equação 5.11 é direta e envolve operações matriciais que são facilmente representadas computacionalmente. Assim, a partir do modelo proposto inicialmente para o ajuste e com os coeficientes calculados pela Equação 5.11, pode-se prever os valores que melhor satisfaçam os parâmetros atmosféricos de uma estrela em função das EWs de seus índices.

O seguinte passo é a revisão da relevância dos termos envolvidos nos modelos dos índices, e para isto o algoritmo descrito anteriormente é potenciado com a implementação do esquema da regressão *Stepwise* de aproximação de eliminação retrógrada de variáveis, baseado no critério de Informação Bayesiano (BIC) e desvio padrão de calibração das regressões quadráticas σ^{calib} .

No esquema *Stepwise*, a aproximação de eliminação retrógrada de variáveis consiste em testes sucessivos do modelo. Começamos com todas as variáveis como candidatas, avaliando a eliminação de cada variável usando neste caso o *BIC* como critério de comparação (de acordo com o processo descrito abaixo). O modelo é melhorado eliminando a variável (se houver) e o processo é repetido até que não seja possível melhora adicional.

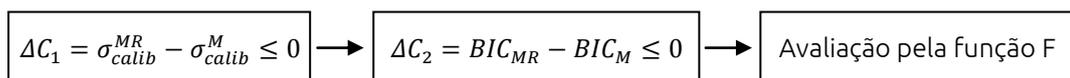
O Critério Bayesiano de Informação (BIC) é um critério de seleção de modelos que permite avaliar a verossimilhança. Ao construir um modelo é possível incrementar a verossimilhança aumentando o número de parâmetros, contudo um aumento excessivo de parâmetros pode resultar em sobreajuste, ou seja, pode ficar ajustado às características específicas dos dados de treinamento e, em consequência, descrever erros aleatórios em vez do comportamento subjacente desejado. O BIC resolve o problema introduzindo um termo de penalidade para o número de parâmetros considerados no modelo:

$$BIC = n \ln \left(\frac{SQE}{n} \right) + m \ln(n) \quad (5.14)$$

onde n é a dimensão do vector Y e m é o numero de parâmetros do modelo, assim considerando modelos igualmente precisos (SQE iguais), o BIC será maior para um modelo com maior número de parâmetros.

O esquema *Stepwise* segue uma sequência de F-tests (avaliação F - Fischer) dividida em 5 etapas:

1. Seleciona-se um modelo M referente a um índice espectral (i), e calculam-se os parâmetros que constituem o critério de seleção de variáveis C, estes são σ_{calib} e BIC.
2. Realizam-se iterações testando a remoção de cada variável (uma por vez) e recalculando C
3. Para cada possível remoção é construído um modelo reduzido (MR) distinto cujo ajuste é comparado com o de M. O critério de seleção C deve atender à exigência $\Delta C_i \leq 0$ para eliminar uma variável:



$$F = \frac{SQE(MR) - SQE(M)}{SQE(M)} \frac{gl(M)}{gl(MR) - gl(M)} \quad (5.15)$$

onde $gl = n - m - 1$ é denominado de número de graus de liberdade. Considerando o modelo M como hipótese nula, ou seja, considera-se como hipótese que o modelo M provê melhor ajuste, a partir do valor F é verificada a probabilidade da remoção da variável considerando um valor crítico de 0.895. Caso a hipótese for rejeitada o modelo M é substituído pelo modelo MR, do contrário este é preservado.

4. Realizamos o passo 2 e o passo 3 até que não haja mais possibilidade da condição de seleção ser satisfeita, ou seja, é atingido o modelo mais adequado para a o índice.
5. Voltamos ao passo inicial 1 e avaliamos um novo índice espectral (i+1)

Além disso são calculados os seguintes parâmetros e medições de qualidade dos ajustes:

- Número de variáveis (estrelas) N usadas na calibração, aquelas cujas medidas de EW permaneceram para ser usados nos ajustes depois de retirados valores atípicos.
- Erros associados aos coeficientes determinados.
- Intervalo de validade das variáveis dependentes.
- Desvio padrão de calibração σ^{calib} .
- Coeficiente de determinação ajustado \bar{R}^2 , é o coeficiente de determinação corrigido pelos graus de liberdade, e é diretamente calculado com a equação:

$$\bar{R}^2 = 1 - \frac{\hat{\boldsymbol{\varepsilon}}^T \hat{\boldsymbol{\varepsilon}} / n - m}{\mathbf{Y}^T \mathbf{Y} / n - 1} \quad (5.16)$$

Esta medida de qualidade de ajuste penaliza a inclusão de variáveis independentes que não tenham capacidade explicativa. \bar{R}^2 é mais eficiente ao comparar modelos com diferentes números de variáveis porque diminui por conta do fator de penalização $(n - 1) / (n - m)$, que aumenta com m , enquanto R^2 não diminui ao aumentar o número de variáveis independentes na regressão e portanto favorece aos modelos com maior número de variáveis mesmo essas sendo irrelevantes.

- Estimação da relação entre a tendência e a incerteza da tendência da distribuição dos resíduos em função das larguras equivalentes dos índices definida por:

$$t_{value} = \frac{m}{\sigma m} \quad (5.17)$$

Esta relação é importante porque mostra a correlação entre os resíduos, e portanto estima a validade do suposto (3) necessária para a regressão OLS ser um modelo consistente.

- Adicionalmente, é definida uma variável chamada de **classe** que estima a qualidade do índice em 4 níveis, partindo do 1, atribuído para a melhor qualidade. O critério é função dos parâmetros t_{value} e \bar{R}^2 :
 - **classe 1** -- Índices com $t_{value} \leq 2$ e $\bar{R}^2 \geq 0.895$
 - **classe 2** -- Índices com $2 \leq t_{value} \leq 3$ e $\bar{R}^2 \geq 0.895$
 - **classe 3** -- Índices com $2 \leq t_{value} \leq 3$ e $\bar{R}^2 < 0.895$
 - **classe 4** -- Índices com $\bar{R}^2 < 0.895$

A Tabela 5.3 no final do capítulo apresenta a informação das calibrações dos 41 índices do pico de ferro com os parâmetros estatísticos e suas medidas de qualidade.

5.2. Testes de Calibração e Índices Úteis

A fim de obtermos a melhor versão possível das calibrações foram realizados vários testes. A qualidade das calibrações é avaliada em função da correta recuperação dos parâmetros de entrada das estrelas de calibração nos modelos $EW^{obs}, T_{eff}, [Fe/H]$ e $\log g$. Procuramos por resíduos entre os parâmetros de entrada e os calculados pelos modelos tão pequenos quanto possível, com médias próximas de zero, e ausência de correlações em função de cada um dos parâmetros atmosféricos. Nesta seção mostramos a metodologia aplicada nos testes dos resíduos e as estimativas de qualidade obtidas com a melhor calibração.

Foi mencionada a importância do parâmetro t_{value} na consistência dos modelos, o qual, ao ser associado com o coeficiente de determinação ajustado \bar{R}^2 permite classificar a qualidade do modelo de um índice. A fim de garantir a determinação de parâmetros atmosféricos precisos, usamos apenas os índices de *classe* 1 e 2: esta restrição deixa 17 índices aos quais chamamos daqui para a frente **índices úteis**. A Figura 5.2 mostra o índice 18 como exemplo das calibrações finais adotadas. Cabe lembrar que o número inicial de listagem do índice é 18 (entre um total de 64), mas ele é um entre o total de 17 índices úteis que sobreviveram à seleção, nas últimas colunas da Tabela 5.3 mostramos a classe dos índices úteis.

Os resíduos ou erros dos índices ΔEW são a diferença entre as larguras equivalentes dos índices calculados com os modelos EW^{calc} dados pela Equação 5.1 e as larguras equivalentes observadas dos índices EW^{obs} , efetivamente medidos nos espectros. Os resíduos ΔEW foram plotados em função de $EW^{obs}, T_{eff}, [Fe/H]$ e $\log g$, com códigos de cor por missão, para procurarmos por eventuais erros sistemáticos. Além disso foram ajustadas regressões lineares sucessivas, realizando eliminações (*clipping*) de *outliers* fora dos limites 2σ . Para evitarmos excessivas exclusões de pontos, as iterações foram interrompidas na terceira iteração se não alcançassem antes a autoconsistência. A Figura 5.3 é uma amostra dos resíduos para o mesmo índice apresentado na Figura 5.2, o do número 18.

A avaliação consiste na distribuição gráfica das diferenças entre as larguras equivalentes dos índices espectrais calculados mediante as calibrações e os índices espectrais medidos diretamente desde os espectros. Na Figura 5.3, os pontos da cor laranja pertencem à missão 5, como as estrelas pertencentes à missão 5 são apenas 7 de um total de 69 estrelas, o que representa o $\sim 10\%$ da amostra. No caso de haver erro sistemático espera-se ver o grupo da missão 5 com uma separação bem definida

com respeito à linha média. Verifica-se que esse não é o caso porque as medições apresentam-se bem espalhadas em torno da linha média e sem tendências em função dos parâmetros atmosféricos.

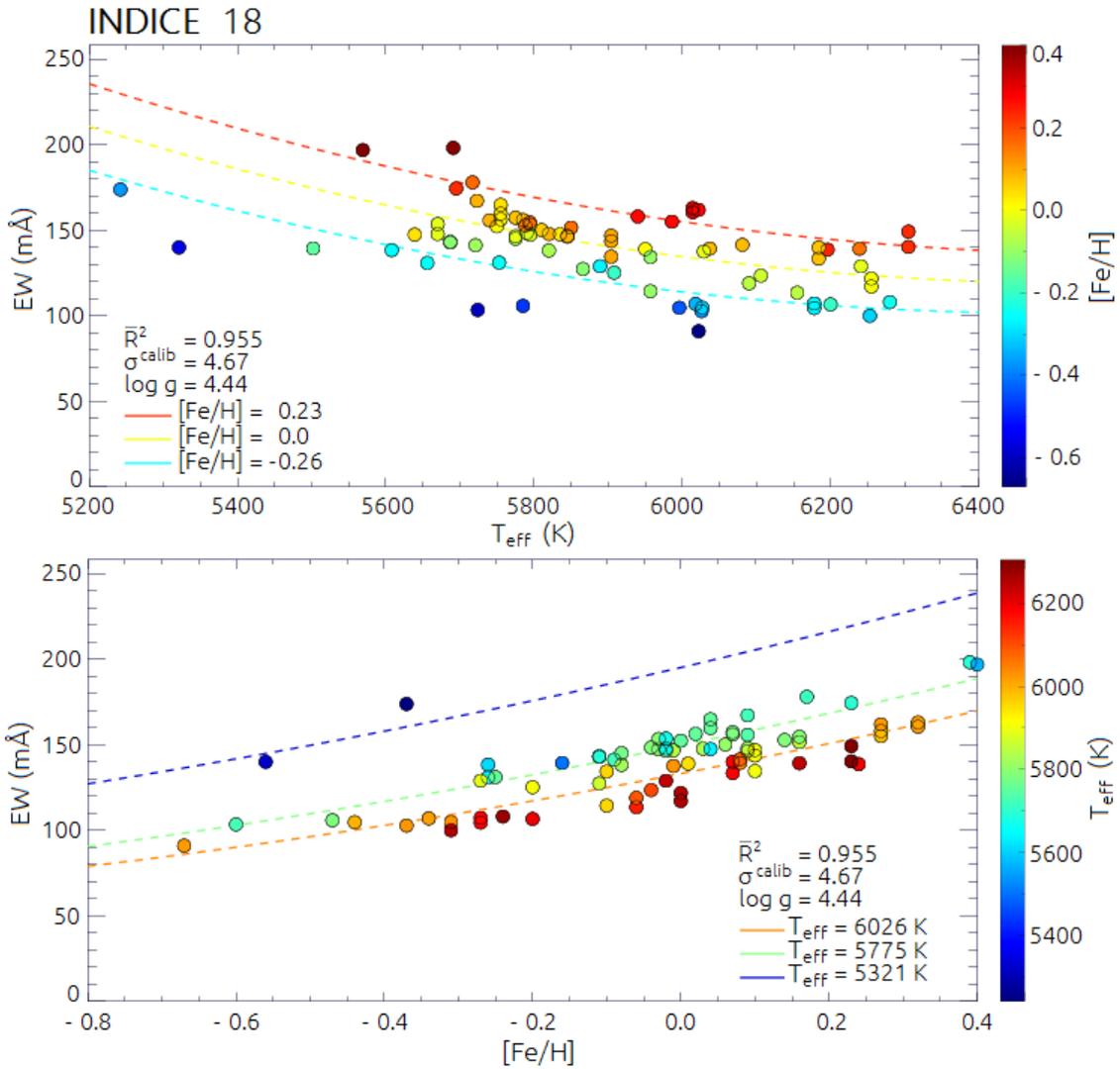


Figura 5.2. Exemplos de calibração para o índice 18. *Acima.* Variação das larguras equivalentes observadas em função de T_{eff} com os pontos codificados por cor em função de $[\text{Fe}/\text{H}]$. As linhas descontínuas mostram as tendências dadas pela Equação 5.1, também estão codificadas por cor em função de $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.23, 0.0$ e -0.26 dex de cima para abaixo, enquanto a gravidade superficial é mantida fixa no valor solar $\log g = 4.44$. *Abaixo.* Variação das larguras equivalentes em função de $[\text{Fe}/\text{H}]$ com os pontos codificados por cor em função de T_{eff} . As linhas descontínuas mostram as tendências dadas pela Equação 5.1 e também estão codificadas por cor em função de $T_{\text{eff}} = 5321, 5775$ e 6026 K de cima para abaixo, enquanto a gravidade superficial é mantida fixa no valor solar $\log g = 4.44$. Para os dois gráficos são mostrados o coeficiente de correlação ajustado $\bar{R}^2 = 0.955$ e o desvio padrão de regressão $\sigma^{\text{calib}} = 4.67$

Em cada um dos conjuntos de gráficos de cada índice, como na Figura 5.3 (17 conjuntos por serem 17 índices úteis), buscamos primeiramente por eventuais estratificações das ΔEW das estrelas pertencentes a cada missão (classificadas por

cores) que indicariam erros no processo de homogeneização dos índices explicado na Seção 4.2. Revimos todos os gráficos pertencentes a cada um dos índices e verificamos que não há estratificação de nenhuma das missões.

Como a escolha dos índices úteis foi feita em função do parâmetro t_{value} , as distribuições ΔEW_i em função do EW_i^{obs} dos índices úteis não apresentam tendências dentro do erro 3σ . O coeficiente de correlação linear médio dos ajustes lineares sobre os resíduos é $R = 0.34 \pm 0.09$ com valores entre 0.2 e 0.56, e a média das médias dos ajustes é $\overline{\Delta EW_i} \sim 0$ mÅ. A média dos desvios padrões dos ajustes é $\overline{\sigma(\Delta EW_i)} = 5.69 \pm 1.28$ mÅ com valores entre 3.38 e 8.52 mÅ.

As distribuições ΔEW_i em função dos parâmetros atmosféricos estão bem comportadas, como se vê no exemplo da figura 5.3, as linhas das regressões coincidem com a linha do perfeito acordo, e o mesmo comportamento é repetido para cada um dos índices. Os valores dos coeficientes angular e linear e coeficiente de correlação R tendem a zero, e a média dos desvios padrão $\overline{\sigma(\Delta EW_i)}$ em função dos parâmetros (T_{eff} , $[Fe/H]$ e $\log g$) é 5.74 ± 1.34 mÅ, 5.73 ± 1.30 mÅ e 5.73 ± 1.32 mÅ, respectivamente.

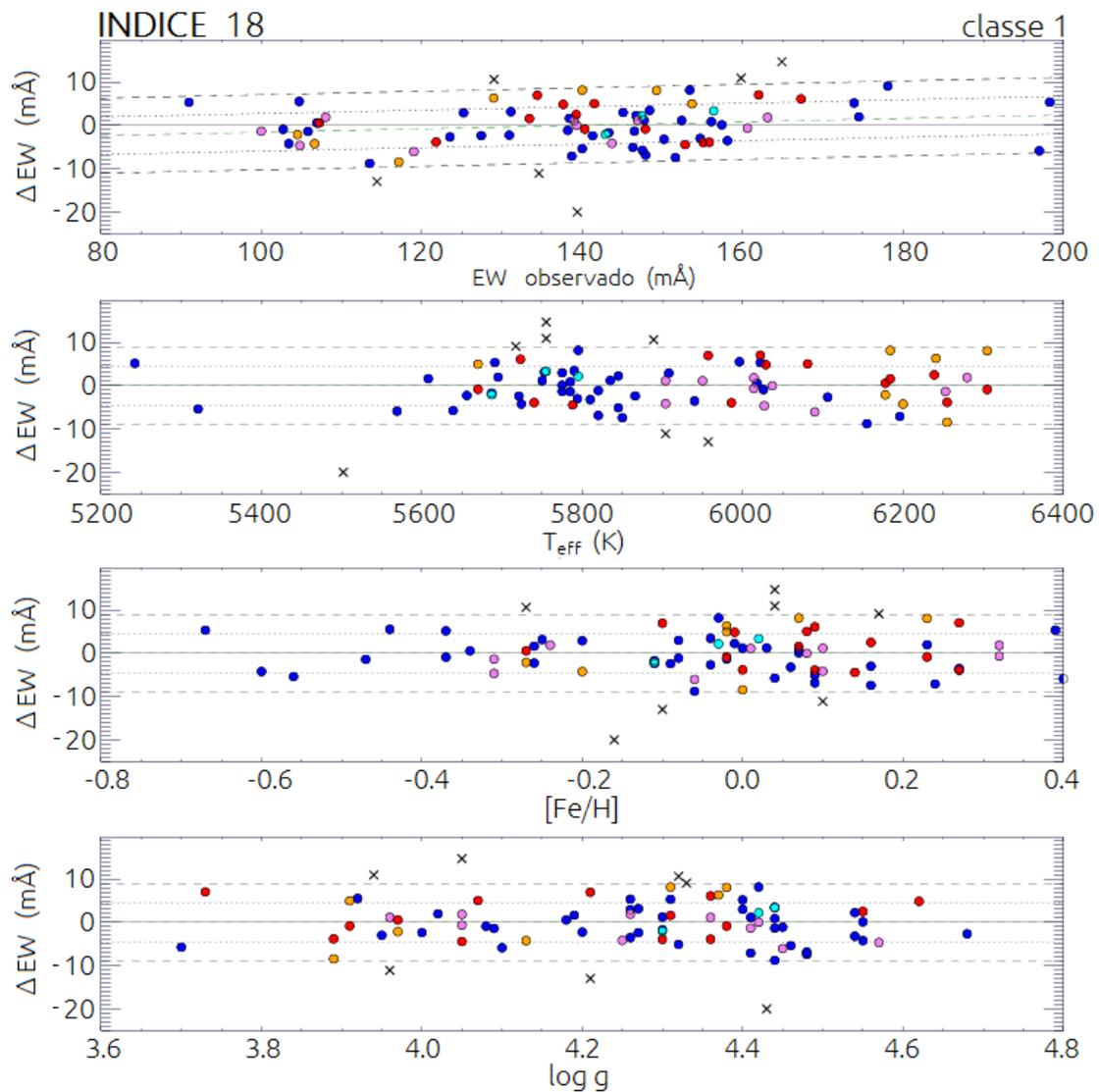


Figura 5.3. Resíduos $\Delta EW = EW^{calc} - EW^{obs}$ para as calibrações do índice 18 em função de EW^{obs} , T_{eff} , $[Fe/H]$ e $\log g$ de cima para abaixo, respectivamente. O código de cor indica a missão de observação a fim de visualizarmos estratificações que poderiam ser causadas por falhas no processo de compatibilização. Os símbolos X indicam estrelas com valores atípicos eliminados nas três iterações do ajuste linear. As missões 1, 3, 4, 5, 6 estão representadas pelas cores azul, ciano, violeta, laranja e vermelho respectivamente. As linhas pontilhadas e descontínuas são os limites 1σ e 2σ das regressões lineares. A linha verde descontínua do gráfico superior é o ajuste linear com coeficiente angular $m = 0.036 \pm 0.046$, nos três gráficos inferiores também foram traçadas as linhas de ajuste linear, mas não são visíveis por estarem coincidentes com as linhas de perfeito acordo no zero. Não há tendências significativas dos resíduos em função de EWs nem de parâmetros atmosféricos.

Várias outras tentativas por obter melhores calibrações foram rejeitadas. Por exemplo, fizemos calibrações eliminando da amostra de estrelas de calibração as estrelas HD 156274 e HD 10700, que são as mais afastadas no espaço de temperatura efetiva: na Figura 2.2 são as duas estrelas na parte esquerda dos dois gráficos superiores. Este corte foi tentado pela suspeita equivocada de que a falta de estrelas no espaço que as afasta do aglomerado principal de pontos pudesse ser uma fonte de incertezas nos ajustes dos modelos. O resultado das calibrações produziu 15 índices de **classe** 1 e 2. A maioria dos índices perdeu o grau quadrático por causa da redução da extensão do espaço de parâmetros, e as diferenças entre os parâmetros atmosféricos de entrada e os parâmetros foram maiores. Por exemplo, foram encontradas 14 estrelas com diferenças em T_{eff} maiores que 200 K e duas maiores que 500 K. Isto mostra a importância de cobrir com as estrelas de calibração a maior parte possível do espaço de parâmetros, e o aumento de precisão na determinação dos parâmetros com o aumento do número de índices.

5.3. Determinação de Parâmetros Atmosféricos e Incertezas Associadas

Uma vez decidida a melhor versão das calibrações, a escolha dos melhores parâmetros atmosféricos para cada estrela candidata é realizada mediante o método de mínimos quadrados (χ^2). Como os resíduos ΔEW_i seguem uma distribuição gaussiana n-dimensional em função do EW_i^{obs} com média ≈ 0 , então a média $\overline{EW_i^{obs}} \sim EW_i^{calc}$ e a distribuição de EW_i^{obs} é:

$$f(EW_i^{obs}) = \frac{1}{\sigma_i \sqrt{2\pi}} e^{-\frac{(EW_i^{obs} - EW_i^{calc})^2}{2\sigma_i^2}} ; \text{ para } i = 1, 2, \dots, n \quad (5.18)$$

onde n é o número de índices utilizados na calibração, e σ_i^2 é a variância.

A probabilidade δQ_i de encontrarmos o valor EW_i^{obs} no intervalo $\delta(EW_i^{obs})$ é:

$$P_i = \frac{\delta Q_i}{\delta(EW_i^{obs})} \quad (5.19)$$

A probabilidade de obtermos o conjunto de n observações é o produto das probabilidades individuais

$$P(EW^{obs}) = \prod_{i=1}^n P_i(EW_i^{obs}) \quad (5.20)$$

$$P(EW^{obs}) = \left(\frac{1}{2\pi}\right)^n \frac{1}{\prod_{i=1}^n \sigma_i} \exp\left[-\frac{1}{2} \sum_1^n \left(\frac{EW_i^{obs} - EW_i^{calc}}{\sigma_i}\right)^2\right] \quad (5.21)$$

A última equação expressa que a maior probabilidade é que os dados EW_i^{obs} sejam provenientes de uma distribuição de pontos EW_i^{calc} onde o valor de $P(EW^{obs})$ seja máximo. Para $P(EW^{obs})$ ser máximo, o argumento X da exponencial deve ser máximo

$$X = -\frac{1}{2} \sum_1^n \left(\frac{EW_i^{obs} - EW_i^{calc}}{\sigma_i}\right)^2 \quad (5.22)$$

Em uma distribuição contínua de probabilidades, encontra-se EW_i^{obs} quando se anula a derivada

$$\frac{\delta(X)}{\delta(EW_i^{obs})} = \sum_1^n \left(\frac{EW_i^{obs} - EW_i^{calc}}{\sigma_i}\right) = 0 \quad (5.23)$$

Para uma distribuição discreta a máxima verossimilhança é o mínimo valor do parâmetro chi-quadrado

$$\chi^2 = \sum_1^n \left(\frac{EW_i^{obs} - EW_i^{calc}}{\sigma_i}\right)^2 \quad (5.24)$$

Para a determinação de parâmetros atmosféricos e as incertezas associadas foi desenvolvido um programa em IDL que utiliza as larguras equivalentes observadas dos índices, os resultados das calibrações testadas na Seção 5.2 e as medições sinal-ruído obtidas na Seção 2.4. Com o programa é construída uma matriz de índices espectrais calculados em que cada fila corresponde a um índice espectral caracterizado por seu modelo, e cada coluna corresponde aos EW_i^{calc} calculados com uma tríade de parâmetros atmosféricos T_{eff}^i , $[\text{Fe}/\text{H}]_i$ e $\log g_i$, como é representado na Figura 5.4. As

tríades dos parâmetros são todas as combinações possíveis dos pontos discretos limitados por intervalos de acordo com o seguinte critério que descrevemos a seguir.

As estrelas de nosso estudo são de tipo solar e por esta razão seus parâmetros devem ser relativamente próximos aos do Sol. As estrelas de calibração apresentam parâmetros mais afastados dos solares para aumentar a precisão das calibrações ao cobrir maior extensão de parâmetros. Adotando uma hipótese pessimista, consideramos os seguintes intervalos maiores do que os cobertos pelas estrelas de calibração: $5150 < T_{\text{eff}} < 6400$ K com discretizações de 5 K, $-0.70 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.45$ com discretizações de 0.01 dex, $3.5 < \log g < 4.8$ com discretizações de 0.02 dex. Intervalos maiores não fazem efeito algum, assim como discretizações mais detalhadas são desnecessárias por não serem encontradas melhoras nos resultados. Este procedimento constrói uma matriz de EW^{calc} de dimensões $n \times m = 17 \times 1950772$, onde n é a quantidade de índices úteis e m é quantidade de combinações de parâmetros possíveis. Desde essa matriz o algoritmo irá escolher a melhor tríade de acordo com a equação 5.24 onde $\chi^2 = \chi_{min}^2$.

$$\begin{array}{c}
 \text{tríade 1} \qquad \qquad \text{tríade 2} \qquad \qquad \text{tríade m} \\
 \\
 \begin{array}{l}
 \text{índice 1} \\
 \text{índice 2} \\
 \vdots \\
 \text{índice n}
 \end{array}
 \begin{bmatrix}
 EW_{1,1}^{calc} & EW_{1,2}^{calc} & \dots & EW_{1,m}^{calc} \\
 EW_{2,1}^{calc} & EW_{2,2}^{calc} & \dots & EW_{2,m}^{calc} \\
 \vdots & \vdots & \ddots & \vdots \\
 EW_{n,1}^{calc} & EW_{n,2}^{calc} & \dots & EW_{n,m}^{calc}
 \end{bmatrix}
 \end{array}$$

Figura 5.4. Matriz com todas as combinações possíveis de índices espectrais calculados com as calibrações dos índices espectrais úteis. Cada fila é correspondente a um índice governado pela Equação 5.1 e os coeficientes apresentados na Tabela 5.3. Cada coluna corresponde a uma combinação da tríade de parâmetros atmosféricos, e o número de colunas é modulado pelos intervalos definidos e as suas discretizações.

As incertezas das determinações dependem das incertezas nas medidas das EWs dos índices. Na Equação 5.24, σ_i é a incerteza da medida da EW de um índice. Este termo deve conter as contribuições do erro da calibração σ_i^{calib} e o erro de medição σ_i^{star} da EW_i^{obs} . Para quantificar σ_i^{star} , idealmente deveríamos contar com um par de espectros de similar qualidade em sinal-ruído de cada objeto observado, isso poderia se conseguir com a escolha de combinar separadamente a metade das imagens no processo inicial de redução a 1D. No entanto a S/R dos espectros seria reduzida e, com isso, a qualidade das calibrações e as determinações dos parâmetros. É mostrado na

Seção 5.4 a partir da recuperação dos parâmetros das estrelas de calibração que a incerteza na determinação dos parâmetros depende da S/R.

Para abordar esse problema utilizamos as poucas estrelas duas vezes observadas da amostra de estrelas de calibração: HD 112164 e HD 131117 na missão 4; HD 146233, HD 150248, HD 34721, HD 20029, HD 206395, HD 212330, HD 205420, HD 215648 em diferentes missões. Como a maior parte das estrelas observadas contam com apenas um espectro, σ_i^{star} deveria conter erros de medição introduzidos pelos instrumentos de observação e aquisição, e erros de redução (redução a 1D, normalização, correção Doppler). No entanto, as observações foram realizadas em diferentes missões com configurações instrumentais que produziram dados de resoluções discrepantes que tiveram que ser compatibilizados (ver Seção 4.2), então σ_i^{star} deve também levar em conta erros de compatibilização entre missões.

Tabela 5.1. Variações dos índices nos espectros das estrelas de calibração com duas observações

Análises regressivas das variações das larguras equivalentes dos índices em estrelas com dois espectros adquiridos em diferentes noites e diferentes missões. As duas primeiras estrelas da lista foram observadas na mesma missão, o resto das estrelas foi observado em diferentes missões. A primeira coluna é o número em HD da estrela com duas observações. A segunda coluna é a média das diferenças entre as larguras equivalentes dos índices observados em mÅ. A terceira coluna é o desvio padrão das diferenças em mÅ, desde a quarta à sétima coluna são os parâmetros de regressão linear com coeficiente angular m e coeficiente linear b , σ_{reg} é o desvio padrão da regressão em mÅ, e R é o coeficiente de correlação linear. As duas últimas colunas são a melhor e a pior razão sinal-ruído do par de espectros respectivamente. Os cálculos aqui apresentados foram obtidos com o conjunto de 17 índices úteis do pico do ferro. Os dados correspondentes à estrela HD 34721 são destacados por mostrar correlação significativa na regressão.

HD	$\overline{\Delta EW_i^{obs}}$	$\sigma(\Delta EW_i^{obs})$	m	b	σ_{reg}	R	S/R_1	S/R_2
112164	-7.5	13.4	0.02 ± 0.03	-9.3 ± 4.4	13.4	0.1	131	228
131117	-1.6	12.5	-0.04 ± 0.04	2.3 ± 4.4	12.4	-0.2	134	184
146233	-4.1	7.3	0.04 ± 0.04	-8.8 ± 5.3	7.1	0.2	310	313
150248	-0.6	8.3	0.02 ± 0.04	2.0 ± 5.8	8.2	-0.1	134	486
34721	10.7	13.7	0.17 ± 0.07	-7.5 ± 8.1	11.7	0.5	269	135
20029	1.1	8.8	-0.04 ± 0.05	5.5 ± 6.4	8.7	0.2	279	149
206395	3.2	12.5	0.03 ± 0.07	-0.12 ± 9.6	12.4	0.1	424	332
212330	1.2	5.6	0.0 ± 0.03	1.9 ± 4.1	5.6	0.0	237	368
205420	5.9	8.0	0.01 ± 0.05	4.7 ± 5.5	8.0	0.0	252	810
215648	5.0	6.4	0.02 ± 0.05	3.8 ± 4.0	6.4	0.1	498	224

Reportamos os parâmetros das análises regressivas das diferenças entre as larguras equivalentes dos índices úteis de dois espectros da mesma estrela ΔEW_i^{obs} em função da média das larguras equivalentes dos índices úteis dos dois espectros $\overline{EW_i^{obs}}$ na Tabela 5.1. Este procedimento é realizado para verificar a ausência de correlação

das diferenças mencionadas em função do comprimento de onda. A presença de correlação poderia ser causada por defeitos no processo de normalização ou algum erro aleatório presente nos espectros. Os parâmetros das regressões lineares foram obtidos sem cortes 2σ nem iterações sucessivas.

Vemos que as regressões não apresentam correlação significativa com exceção da estrela HD 34721. Em uma análise de regressão linear de duas variáveis com ausência de correlação, o desvio padrão do conjunto de dados da variável dependente coincide com o desvio padrão da regressão, aqui $\sigma(\Delta EW_i^{obs}) \sim \sigma_{reg}$. Ao contrário, se houver presença de correlação em uma regressão, estes parâmetros se afastam.

HD 34721 é a estrela usada para homogeneizar os índices das missões 6 e 4. Na Seção 4.2 é mostrado o processo de compatibilização, onde foi usado o conjunto original de 64 índices para determinar uma equação de correção pela análise de regressão linear (Tabela 4.4), essa determinação é fortemente sustentada na ausência de correlação na análise regressiva de resíduos de larguras equivalentes entre os espectros convertido e padrão $EW_{s_{conv}} - EW_{s_{obs}}$ vs. $EW_{s_{obs}}$ (Tabela 4.5). Além disso, as compatibilizações são respaldadas com a ausência de estratificação dos pontos das missões 6 e 4 na dispersão de resíduos $EW^{calc} - EW^{obs}$ após aplicadas as calibrações (Figura 5.3).

A presença de uma pequena correlação na análise regressiva dos índices úteis nos espectros da estrela HD 34721 não é tomada por nós como indicador de erro no processo de compatibilização. Neste processo é necessário tomar todas as características espectrais possíveis porque trata-se de um processo comparativo da totalidade dos espectros dentro de um intervalo de comprimento de onda. Por outro lado, a comparação entre os índices úteis é apenas uma comparação de um número reduzido de faixas entre dois espectros, que se espera que sejam simétricos após serem compatibilizados. No entanto, *outliers* nas regressões podem ser produzidos por erros aleatórios que não irão afetar de forma homogênea o espectro, e nada garante que uma parte dos 17 índices úteis não seja afetada por erros aleatórios em um espectro, tal é o caso dos índices úteis da estrela HD 34721.

Para provar o último exposto, refizemos a regressão de HD 34721 mostrada na Tabela 5.1, desta vez com um corte manual dos índices indicados como *outliers* na Tabela 4.4 que coincidirem com os índices úteis, estes são os de número 18, 19, 20, e 21. O resultado da análise é apresentado na Tabela 5.2, não mostra correlação e tem desvios padrão próximos $\sigma(\Delta EW_i^{obs}) \sim \sigma_{reg}$.

Tabela 5.2. Variações dos índices nos espectros da estrela HD 34721 com corte dos índices 18, 19, 20 e 21.

HD	$\overline{\Delta EW_i^{obs}}$	$\sigma(\Delta EW_i^{obs})$	m	b	σ_{reg}	R	S/R_1	S/R_2
34721	4.6	7.6	-0.06 ± 0.07	-10.3 ± 7.0	7.4	-0.2	269	135

A distribuição das colunas é a mesma que na Tabela 5.1

A presença da correlação de ΔEW_i^{obs} vs. $\overline{EW_i^{obs}}$ dos espectros de HD34721 mostra que, num espectro de uma estrela é possível encontrar pequenos desvios nas medidas dos índices superiores ao esperado e, em consequência, o parâmetro σ_{reg} não é o mais representativo. O parâmetro $\sigma(\Delta EW_i^{obs})$ leva em conta de melhor maneira a medida das incertezas. Na Figura 5.5 mostramos o gráfico da coluna 3 vs. a média das duas últimas colunas da Tabela 5.1. A tendência de $\sigma(\Delta EW_i^{obs})$ em função de $\overline{S/R}$ não é clara, os coeficientes angular e linear são $m = -0.029 \pm 0.028$ e $b = 17.0161 \pm 7.418054$, o que significa que se pode tomar em boa medida como valor representativo de incerteza de EW a média destas medidas, então

$$\sigma_i^{star} \sim \overline{\sigma(\Delta EW_i^{obs})} = 9.6 \text{ m\AA} \quad (5.25)$$

Os testes da recuperação dos parâmetros atmosféricos das estrelas de calibração demonstram que não há significativa melhora entre os resultados usando a função linear para estimar $\sigma(\Delta EW^{obs})$ em função de S/R, em comparação apenas com o uso de um valor médio, Contudo decidimos manter essa função no algoritmo, considerando que, na determinação dos parâmetros das candidatas, os espectros possuem S/R em torno de 100 onde a média $\overline{\sigma(\Delta EW_i^{obs})}$ pode ser maior do que 9.6 m\AA.

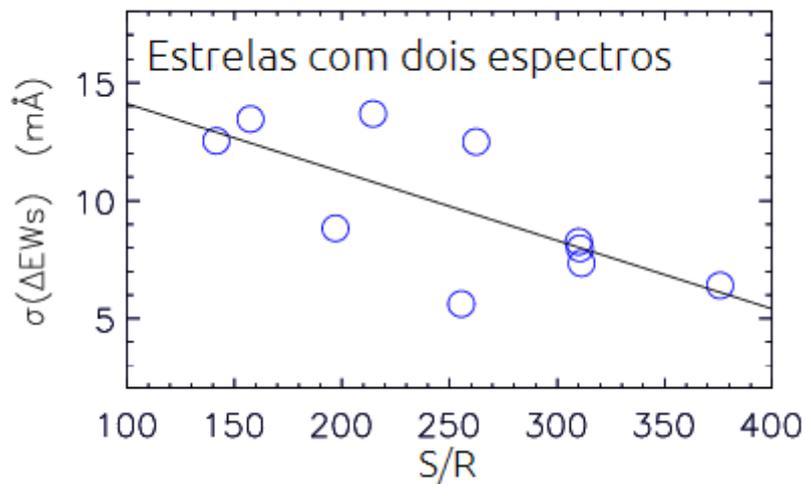


Figura 5.5. Regressão linear dos valores de $\sigma(\Delta EW_i^{obs})$ vs. $\overline{S/R}$ das estrelas com dois espectros apresentados na Tabela 5.1. Os coeficientes angular e linear são $m = -0.029 \pm 0.028$ e $b = 17.016 \pm 7.418$.

A incerteza em EW do índice é calculada pela expansão de erros

$$\sigma_i = \sqrt{(\sigma_i^{calib})^2 + (\sigma_i^{star})^2} \quad (5.26)$$

Para a obtenção das incertezas internas das determinações σ^{int} , o valor $\chi^2 = \chi_{min}^2$ é usado da seguinte forma. Consideramos todas as tríades de parâmetros atmosféricos que produzem $\chi_{min}^2 < \chi^2 \leq 2\chi_{min}^2$ (Equação 5.24) e calculamos as diferenças entre esses parâmetros e aqueles que produziram χ_{min}^2 . Finalmente a raiz da soma dos quadrados é atribuída como incerteza interna final da determinação dos parâmetros atmosféricos.

5.4. Recuperação dos Parâmetros Atmosféricos das Estrelas de Calibração

A comparação entre os parâmetros recuperados pelas calibrações dos índices e os parâmetros de entrada para os 79 espectros das estrelas de calibração (59 estrelas com um só espectro e 10 com dois espectros) é apresentada nas figuras 5.6, 5.7 e 5.8 identificando as estrelas por missão em código de cor. Foi feito um corte das estrelas *outliers* fora de 2σ . Nos gráficos os *ouliers* são identificados por seus nomes e representados com o símbolo X (discussão dos *outliers* mais abaixo). Após os cortes foram obtidos os parâmetros de regressão linear sobre os resíduos. Estes não apresentam tendências dentro do alcance 2σ no pior dos casos ($\Delta \log g$ vs. $\log g$). Tampouco há tendências significativas nas distribuições gráficas das estrelas pertencentes a diferentes missões nem presença de estratificações em torno da linha média.

Os desvios das médias em torno da linha horizontal de perfeito acordo são desprezíveis para os resíduos de temperatura efetiva em função dos 3 parâmetros, $\Delta T_{eff} = -2.5$ K, e tendem a zero para os resíduos de metalicidade e gravidade em função dos três parâmetros. Todos os valores de desvio padrão da média e de regressão coincidem perfeitamente $\sigma_{med} \approx \sigma_{reg} \equiv \sigma$. Desta análise de resíduos, uma estimativa das incertezas internas de ajuste obtidas $\sigma(T_{eff}) = 107$ K, $\sigma[Fe/H] = 0.075$ dex, $\sigma(\log g) = 0.16$ dex. Observamos que $\sim 67\%$ da amostra permanece dentro dos limites de um desvio padrão 1σ , do 33% restante, de duas a quatro estrelas escapam

ao limite 2σ . As médias das incertezas internas calculadas com $\chi_{min}^2 < \chi^2 \leq 2\chi_{min}^2$ são $\sigma(T_{eff})^{int} = 164$ K, $\sigma([Fe/H])^{int} = 0.09$ dex, $\sigma(\log g)^{int} = 0.23$ dex.

Graficamos os resíduos dos parâmetros e as incertezas internas χ^2 em função da relação sinal-ruído nas Figuras 5.9 e 5.10. Nestes gráficos, notamos que a precisão das determinações dos parâmetros depende da sinal-ruído como foi sugerido no cálculo de σ_i^{star} na Seção 5.3. A Figura 5.9 mostra para $100 < S/R < 250$ uma dispersão levemente maior na recuperação dos parâmetros atmosféricos do que para $S/R > \sim 250$, dentro do intervalo $100 < S/R < 200$ não parece haver variação com respeito aos três parâmetros. Para $S/R < 100$ não temos mais dados do que a única estrela HD 216436 que permanece como *outlier* em T_{eff} e $[Fe/H]$, que poderia ser tomada como suspeita de um aumento da imprecisão para S/R baixos.

Em termos de incertezas internas $\sigma(T_{eff}, [Fe/H], \log g)^{int}$ na Figura 5.10, as médias variam de (135 K, 0.07 dex, 0.19 dex) para $S/R > 250$, a (190 K, 0.11 dex, 0.26 dex) para $S/R < 250$, e para o intervalo $100 < S/R < 150$ as médias são (259 K, 0.14 dex, 0.31 dex).

As tendências de incertezas internas $\sigma(T_{eff}, [Fe/H], \log g)^{int}$ encontradas para $S/R < \sim 150$ explicam bem as incertezas encontradas na determinação dos parâmetros atmosféricos das candidatas que possuem sinal-ruído em torno de ~ 120 (Seção 6.1).

5.4.1. *Outliers*

Os gráficos dos resíduos das recuperações dos parâmetros com os parâmetros atmosféricos da literatura nas Figuras 5.6, 5.7 e 5.8 mostram pequeno número de *outliers*, desses *outliers* há duas estrelas que se repetem sistematicamente:

HD 206860 com resíduos $\Delta(T_{eff}, [Fe/H], \log g) = (-466$ K, -0.16 dex, -0.9 dex) e $\sigma(T_{eff}, [Fe/H], \log g)^{int} = (324$ K, -0.16 dex, -0.9 dex); e HD 117939 com resíduos $\Delta(T_{eff}, [Fe/H], \log g) = (335$ K, 0.2 dex, 0.4 dex) e $\sigma(T_{eff}, [Fe/H], \log g)^{int} = (357$ K, 0.24 dex, 0.43 dex).

Os espectros das duas estrelas foram revisados, ambos são de qualidade média em sinal-ruído com $S/R = 246$ e 230 respectivamente, e não foram encontradas anomalias relacionadas com presença de raios cósmicos e normalização do contínuo. HD 206860 é a estrela com o maior $\log g$ da amostra; é provável que as discrepâncias sejam causadas pela escassez de estrelas de calibração nesse espaço de parâmetros. Para HD 117939, não temos uma explicação porque é uma estrela localizada no centro do espaço de parâmetros (ver Figura 2.2). O que resulta claro é que há grandes diferenças

entre os EW_i^{obs} e EW_i^{calc} porque foram obtidas amplas incertezas nas derivações dos parâmetros, que discordam com a média $\bar{\sigma}(T_{eff}, [Fe/H], \log g)^{int} = (190 \text{ K}, 0.11 \text{ dex}, 0.26 \text{ dex})$ para $S/R < 250$ (ver Figura 5.9).

A estrela HD 216436 tem um espectro extremamente ruidoso $S/R = 69$ e por isso consideramos suas derivações dos parâmetros não confiáveis. Para o espectro de HD 34721 correspondente à missão 3 foi encontrado um valor de gravidade superficial excessivo, no entanto os parâmetros encontrados com o espectro da missão 6 são compatíveis com os da literatura dentro das incertezas de ajuste 2σ . Foi mostrado na Seção 5.3 que o espectro de HD 34721 da missão 3 apresentava anomalias em alguns dos índices úteis, que foram identificados como *outliers* nas compatibilizações dos índices por missão (Seção 4.2). Após a revisão dos espectros associamos essas anomalias a um erro de normalização do contínuo evidenciado precisamente na região dos índices afetados. Não encontramos explicação evidente para os demais *outliers*, mas estas dúvidas podem ser resolvidas por outro conjunto de observações dessas estrelas e determinações de parâmetros efetuados com as mesmas calibrações apresentadas em este trabalho.

Concluimos que as calibrações para obtenção dos parâmetros atmosféricos estelares a partir dos índices espectrais são robustas e confiáveis, sem tendências sistemáticas seja para as EWs, seja para T_{eff} , $[Fe/H]$ e $\log g$. Elas podem ser usadas para a obtenção dos parâmetros atmosféricos das estrelas candidatas com espectros de $S/R \sim 100$ com incertezas totais em T_{eff} , $[Fe/H]$ e $\log g$, respectivamente de $\sim 250 \text{ K}$, $\sim 0.15 \text{ dex}$ e $\sim 0.35 \text{ dex}$, valores que pode-se estimar direta e visualmente a partir dos gráficos na Figura 5.10.

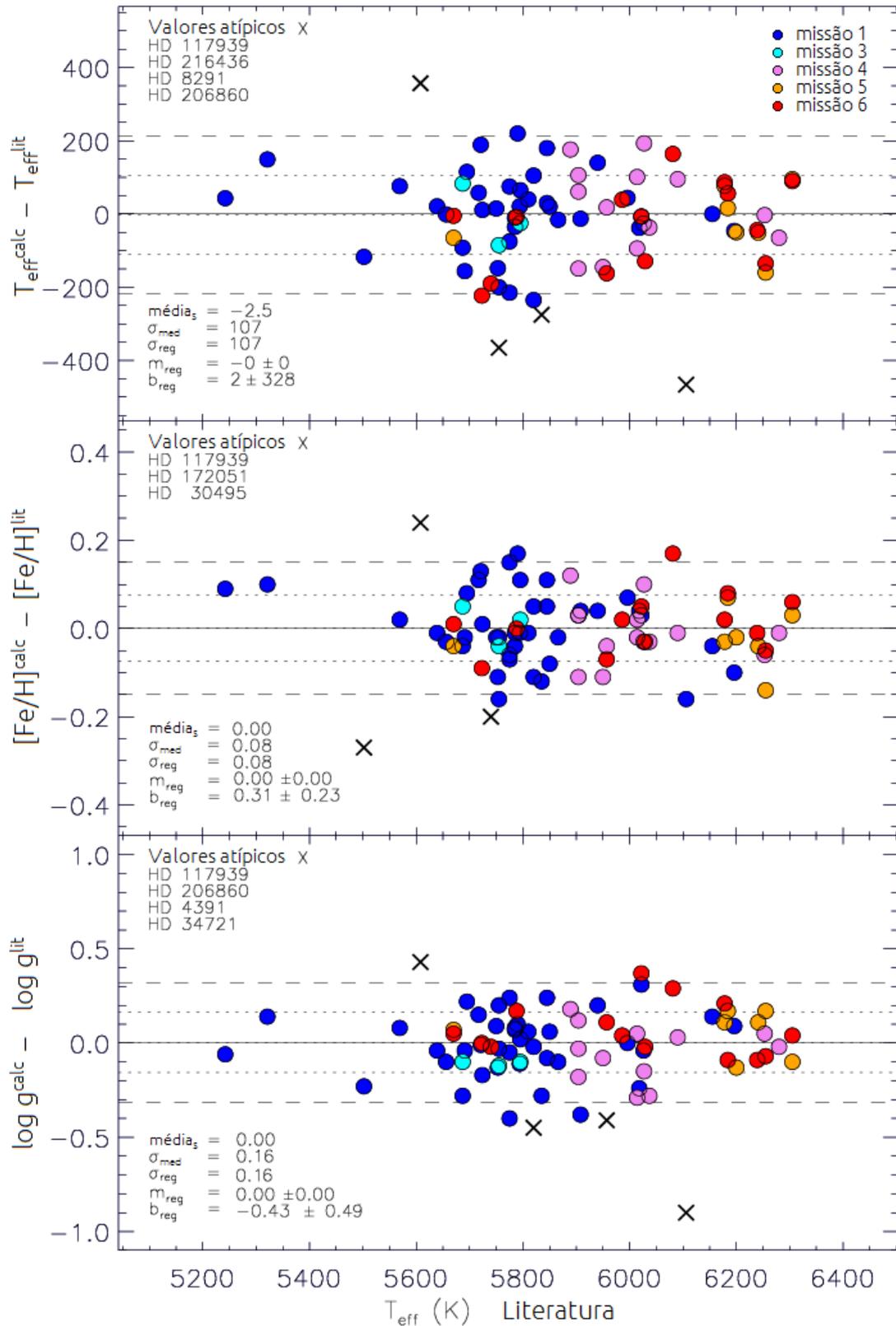


Figura 5.6. Resíduos entre parâmetros atmosféricos derivados com os índices espectrais para as estrelas de calibração e os parâmetros da literatura em função da T_{eff} da literatura. Os resíduos de T_{eff} , $[\text{Fe}/\text{H}]$ e $\log g$ são representados desde a parte superior à inferior nessa ordem. As estrelas estão identificadas de acordo com o código de cor por missão mostrado no gráfico superior. As linhas pontilhadas e descontínuas representam os desvios padrão 1σ e 2σ respectivamente dos ajustes lineares. Os nomes dos *outliers* são dados em cada gráfico e representados pelo símbolo X. Os parâmetros de regressão são dados: média simples ($média_s$), desvio padrão simples (σ_s), desvio padrão de regressão (σ_{reg}), coeficiente angular de regressão (m_{reg}) e coeficiente linear de regressão (b_{reg}).

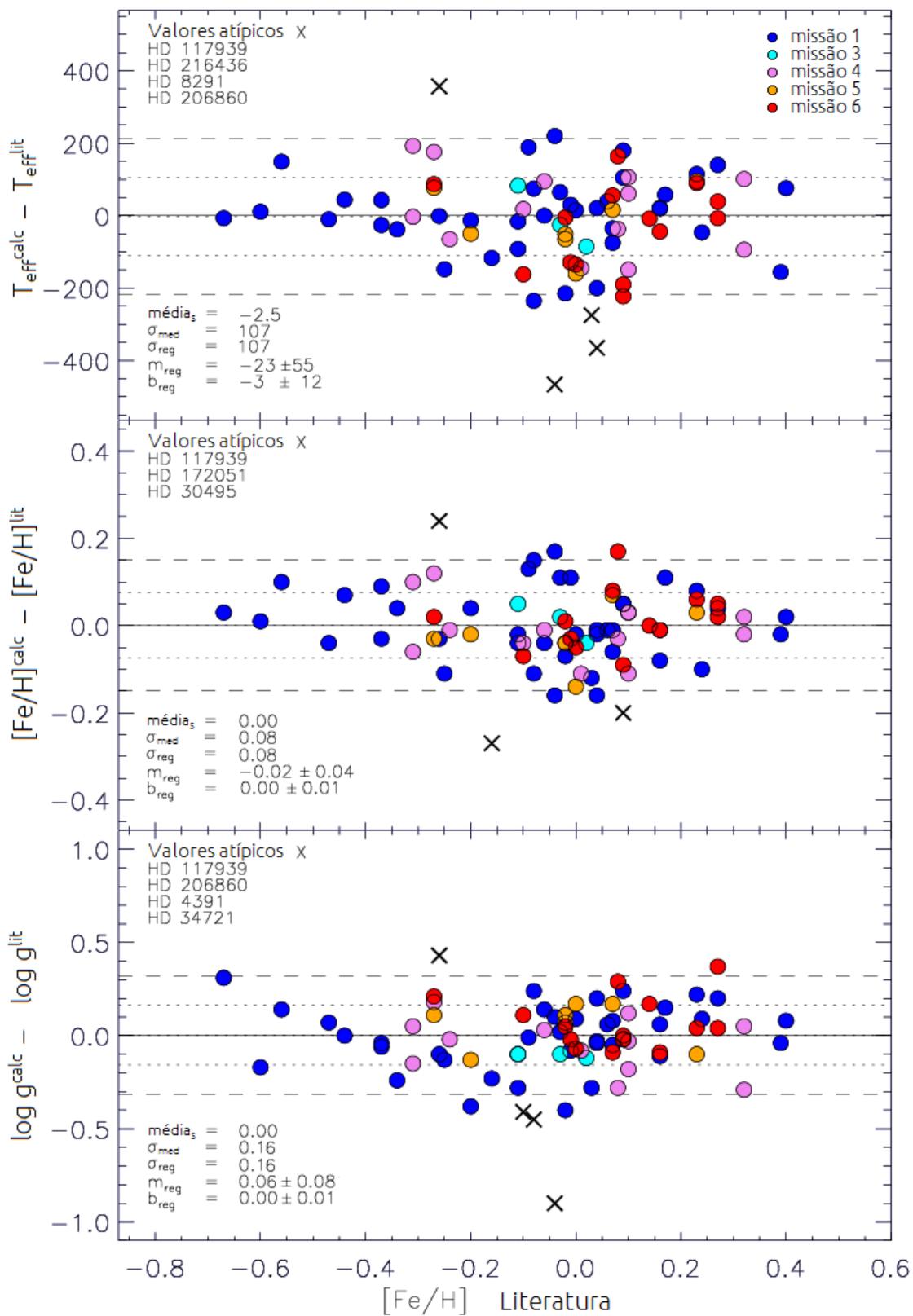


Figura 5.7. O mesmo que na Figura 5.6 em função da $[Fe/H]$ da literatura.

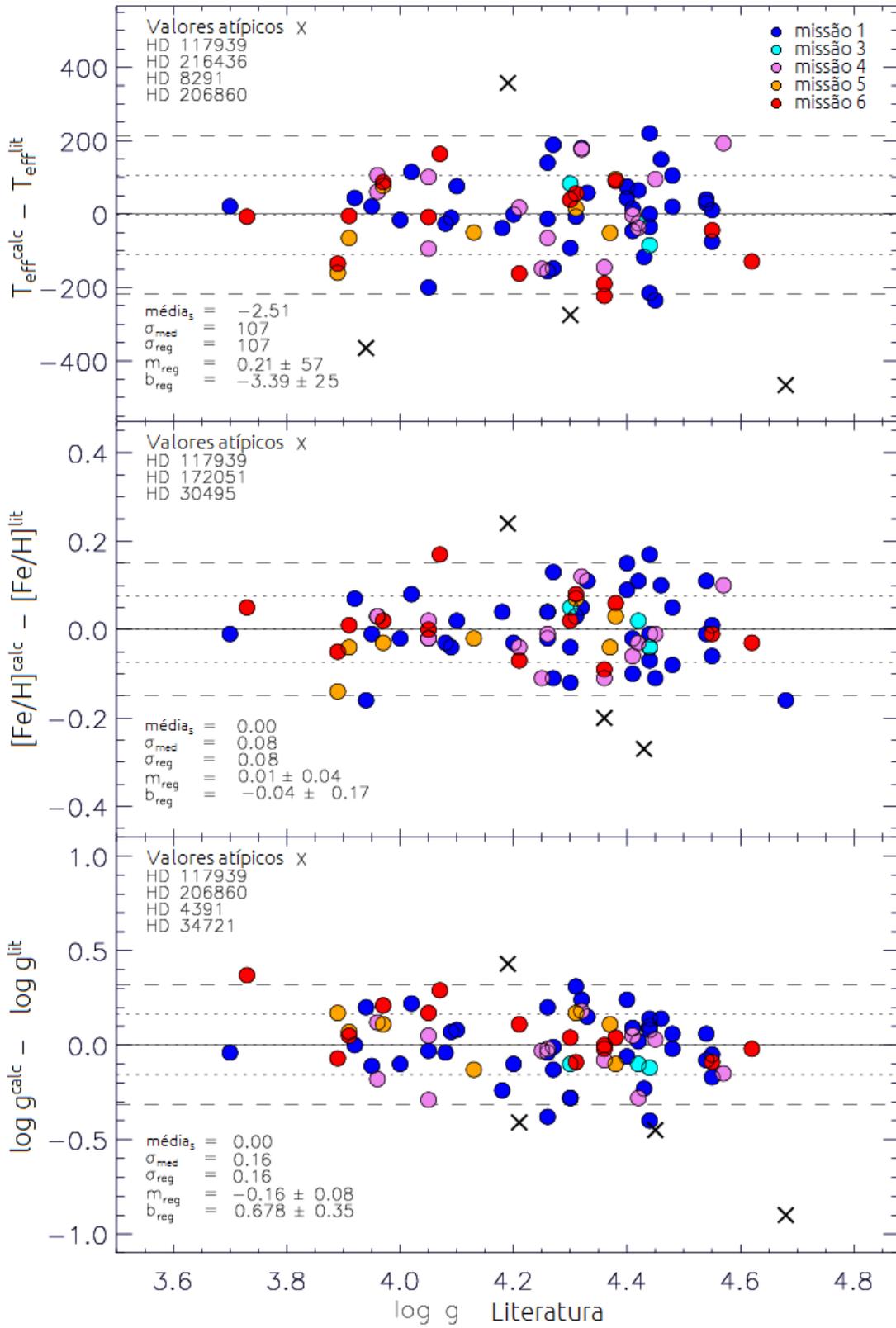


Figura 5.8. O mesmo que na Figura 5.6 em função de $\log g$ da literatura.

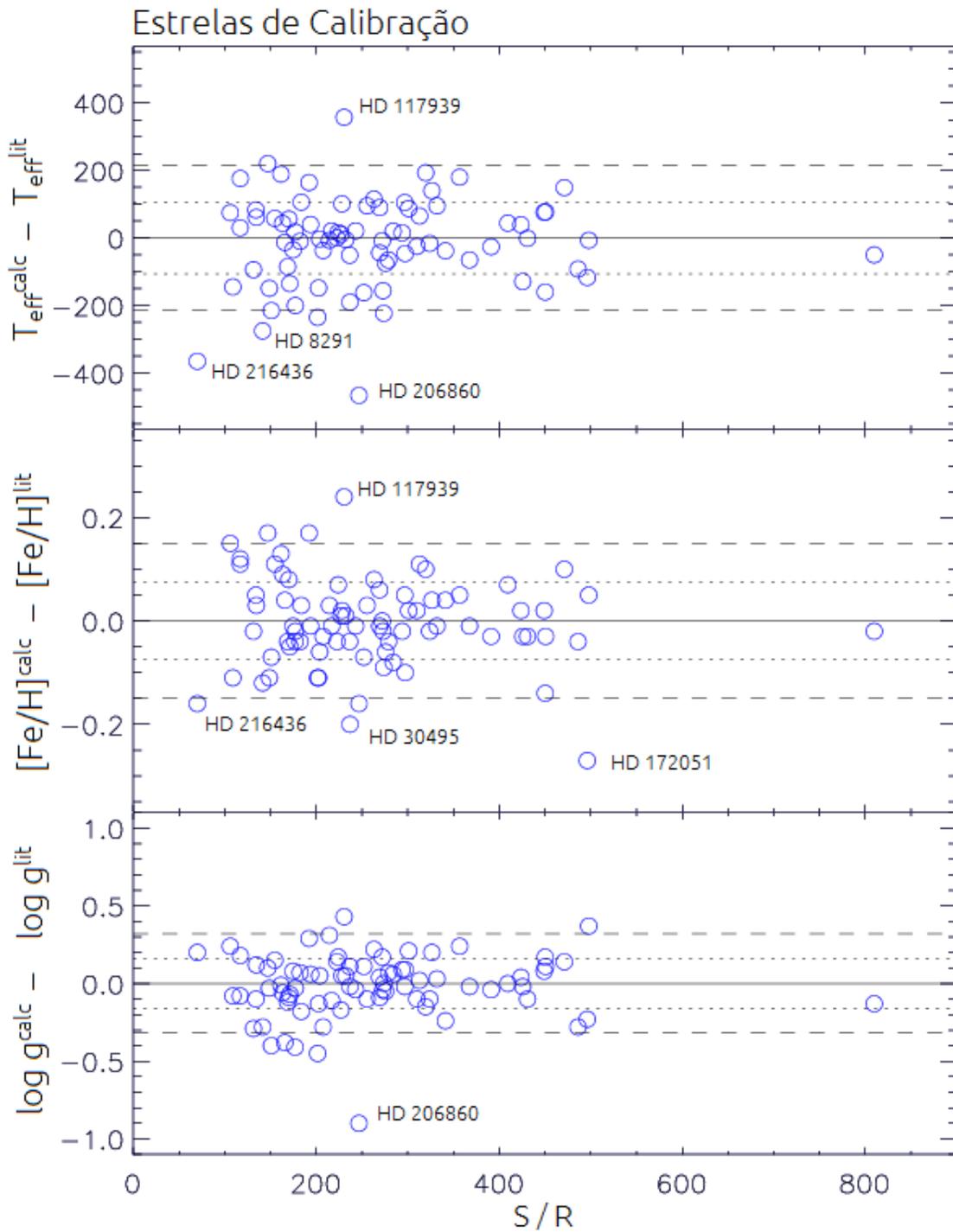


Figura 5.9. Distribuições dos Resíduos entre parâmetros atmosféricos derivados com os índices espectrais e os parâmetros da literatura em função da relação sinal-ruído dos espectros, e identificação de *outliers*.

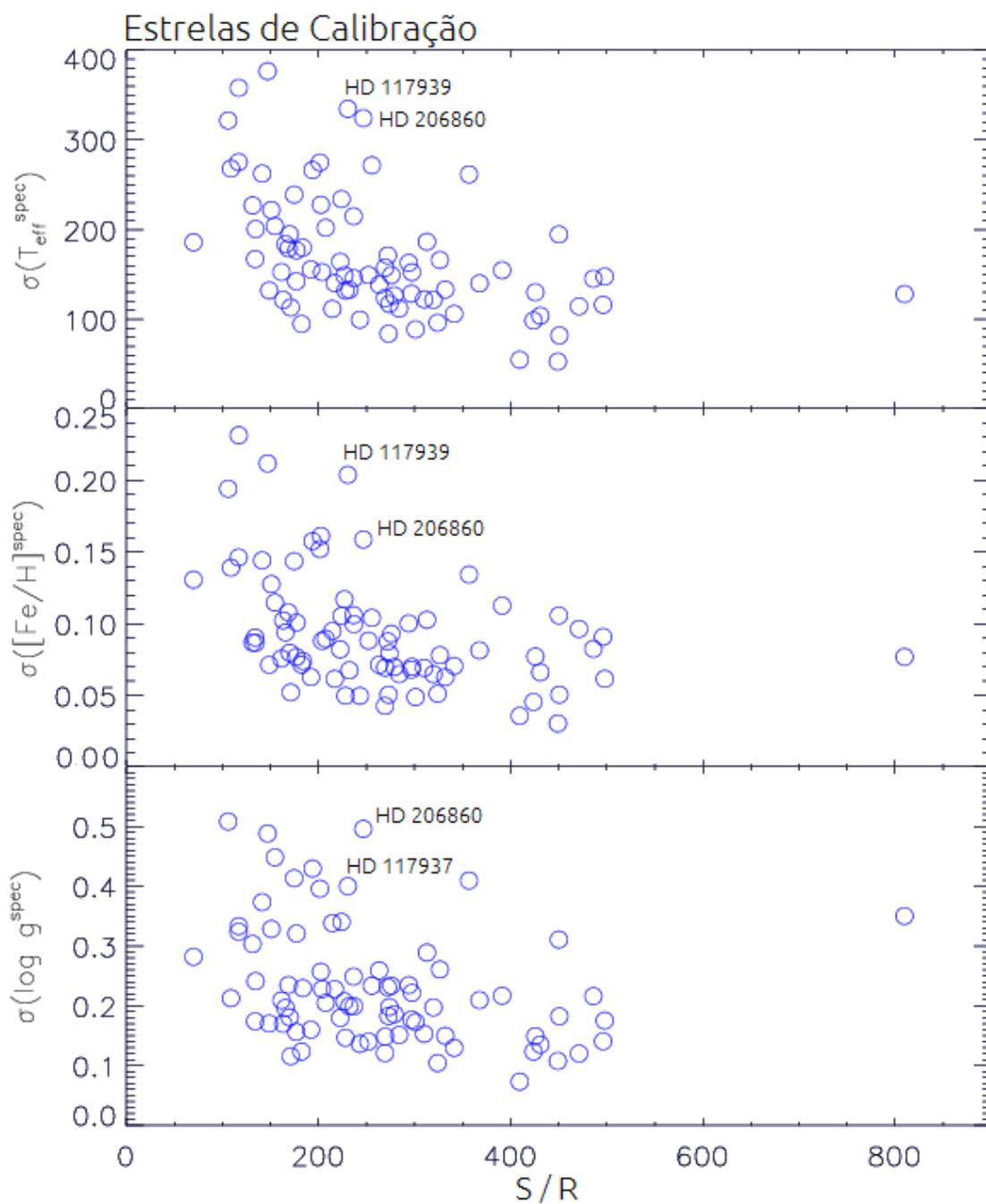


Figura 5.10. Incertezas internas χ^2 dos parâmetros atmosféricos derivados com os índices espectrais das estrelas de calibração em função da relação sinal-ruído e identificação de outliers sistemáticos nas regressões das Figuras 5.6, 5.7 e 5.8.

Tabela 5.3. Coeficientes polinomiais das regressões de calibração de índices espectroscópicos

A primeira coluna fornece o número do índice. Desde a coluna 2 até 11 listamos os coeficientes das regressões conforme a Equação 5.1. A coluna 12 é o desvio padrão de calibração. A coluna 13 é o coeficiente de determinação ajustado \bar{R}^2 . Na coluna 14 temos o número de estrelas usadas no ajuste. Nas colunas 15 e 16 listamos as larguras equivalentes mínimas e máximas válidas para as calibrações. A última coluna fornece a classe do índice, que estima a qualidade do índice em 4 níveis, partindo do 1 atribuído para a melhor qualidade. Os critérios de qualidade são: 1 para índices com $t_{value} \leq 2$ e $\bar{R}^2 \geq 0.895$; 2 para índices com $3 \leq t_{value} \leq 2$ e $\bar{R}^2 \geq 0.895$; não há classe 3; 4 para índices com $\bar{R}^2 < 0.895$.

Índice	C_0	C_1	C_2	C_3	C_4	C_5	C_6	C_7	C_8	C_9	σ^{calib} (mÅ)	\bar{R}^2	N	EW_{min} (mÅ)	EW_{max} (mÅ)	Classe
1	3.46E+02	3.50E+02	-5.22E-02	2.29E+00	-4.79E-02	-	-	7.95E+01	-	-	6.24	0.878	71	18.69	109.9	4
2	5.58E+02	5.60E+02	-5.19E-02	-8.89E+00	-	-9.15E+01	-	-	-	-	14.65	0.879	74	94.64	307.6	4
3	2.21E+03	6.68E+02	-1.16E+00	7.98E+02	-	-1.07E+02	-	6.57E+01	9.27E-05	-9.72E+01	14.14	0.918	73	119.9	383.3	2
4	1.71E+03	7.71E+02	-5.10E-01	-8.23E+00	-4.62E-02	-1.01E+02	-	-3.26E+01	4.12E-05	-	10.26	0.738	71	51.95	154.1	4
5	2.52E+02	2.01E+02	-3.48E-02	-1.55E+00	-	-3.69E+01	-	-	-	-	7.34	0.732	74	11.96	73.78	4
6	3.60E+02	3.06E+02	-5.38E-02	7.61E+00	-3.98E-02	-	-	-	-	-	8.37	0.835	74	27.16	124.4	4
7	1.09E+03	7.10E+01	-3.70E-01	1.21E+02	-	-	-2.03E-02	2.08E+01	3.46E-05	-	6.75	0.872	70	73.27	172.2	4
8	1.35E+03	2.22E+02	-5.30E-01	2.18E+02	-2.56E-02	-	-3.34E-02	1.66E+01	5.20E-05	-	6.95	0.878	75	81.9	171.1	4
9	1.51E+03	1.21E+02	-2.38E-01	-2.60E+02	-	-	4.37E-02	6.98E+01	-	-	6.50	0.949	66	44.59	176.4	1
10	4.38E+02	1.14E+02	-5.75E-02	-7.46E-01	-	-	-	6.70E+01	-	-	6.84	0.933	76	41.69	176.3	2
11	-1.56E+02	4.86E+02	5.75E-02	-2.21E+01	-	-9.78E+01	-	3.88E+01	-	-	8.85	0.850	76	29.76	151.7	4
12	1.26E+03	4.22E+02	-4.88E-01	1.75E+02	-2.45E-02	-4.29E+01	-	2.67E+01	3.82E-05	-2.02E+01	6.49	0.913	72	40.4	152.6	2
13	7.05E+02	4.16E+02	-3.89E-01	3.25E+02	-	-7.69E+01	-	-2.29E+01	2.93E-05	-3.91E+01	7.01	0.913	74	31.26	155.1	2
14	4.16E+02	3.77E+02	-4.62E-02	-7.17E+00	-	-4.93E+01	-	1.06E+02	-	-	8.55	0.943	77	48.05	219.3	2

15	-1.69E+02	4.22E+02	-1.95E-01	3.26E+02	-	-9.33E+01	-	-	2.08E-05	-4.09E+01	6.20	0.821	75	16.2	82.07	4
16	-5.91E+02	4.12E+01	2.16E-01	2.72E+01	2.81E-02	-3.67E+01	4.14E-02	3.01E+01	-3.45E-05	-3.30E+01	4.69	0.877	70	9.28	69.49	4
17	6.59E+02	4.44E+01	-9.63E-02	-1.15E+02	2.82E-02	-3.71E+01	1.81E-02	-	-	-	5.47	0.851	71	27.6	88.9	4
18	1.38E+03	2.31E+02	-5.05E-01	1.95E+02	-2.45E-02	-	-3.18E-02	2.00E+01	4.92E-05	-	4.67	0.955	73	90.96	198.3	1
19	3.85E+03	1.55E+02	-1.15E+00	3.76E+01	-	-	-	-4.35E+01	8.69E-05	-	9.34	0.956	72	124.5	335.6	2
20	9.66E+02	2.11E+02	-4.24E-01	2.45E+02	-	-2.70E+01	-	-	3.24E-05	-2.83E+01	6.73	0.915	73	55.22	179.3	2
21	2.01E+03	4.99E+02	-8.04E-01	3.23E+02	-6.63E-02	-	-4.86E-02	-	7.83E-05	-	7.19	0.938	69	93.94	236.2	1
22	-2.26E+02	2.77E+02	1.29E-01	-5.68E+00	-	-4.07E+01	-	5.81E+01	-1.25E-05	-	4.90	0.951	69	32.74	136.2	1
23	1.99E+01	5.57E+01	2.24E-02	-2.09E+01	3.21E-02	-4.46E+01	-	-	-	-	3.55	0.943	68	29.33	99.21	1
24	1.94E+03	2.92E+02	-5.92E-01	5.18E+00	-3.63E-02	-	-	-	4.69E-05	-	6.10	0.904	73	49.74	148.4	2
25	-1.31E+02	1.91E+02	-4.09E-02	2.33E+02	-	-2.84E+01	-	2.27E+01	-	-2.80E+01	4.65	0.931	75	69.52	159.1	2
26	1.14E+03	2.38E+02	-4.72E-01	2.46E+02	-2.91E-02	-	-4.14E-02	-	5.07E-05	-	6.33	0.882	74	82.71	174.3	4
27	2.62E+03	3.15E+02	-8.21E-01	3.46E+01	-2.42E-02	-2.29E+01	-6.07E-02	-2.86E+01	8.68E-05	4.20E+01	6.68	0.910	73	120.9	236.4	2
28	2.41E+03	3.91E+02	-7.30E-01	-4.94E+01	4.32E-02	-1.19E+02	-	-	6.61E-05	-	8.52	0.948	69	101.2	289.25	2
29	1.37E+01	9.21E+02	-4.97E-01	7.16E+02	-	-2.09E+02	-	-1.02E+02	4.49E-05	-8.79E+01	16.35	0.513	69	39.79	141.1	4
30	-3.15E+02	4.25E+02	-2.19E-01	5.38E+02	-	-8.40E+01	-9.60E-02	-	5.30E-05	-	18.22	0.447	71	72.03	178.28	4
31	-5.80E+03	1.33E+03	1.05E+00	1.39E+03	-	-2.87E+02	-2.46E-01	-1.27E+02	-	-	37.98	0.449	71	59.52	284.61	4
32	-1.32E+03	5.75E+02	4.88E-01	-5.21E+01	-	-1.24E+02	-1.04E-01	-	-	7.51E+01	21.62	0.398	74	56.26	184.32	4
33	2.26E+02	6.63E+02	-6.97E-03	5.88E+00	-	-1.34E+02	-	-	-	-	20.77	0.513	72	132.7	268.97	4
34	3.95E+03	1.37E+03	-1.51E+00	4.29E+02	-8.63E-02	-1.69E+02	-7.38E-02	-7.60E+01	1.50E-04	-	22.25	0.722	70	127	334.2	4
35	1.88E+03	7.13E+01	2.02E-02	-8.33E+02	-	-	-	-	-	9.67E+01	15.04	0.626	72	151.3	264.23	4
36	3.74E+03	7.16E+02	-1.14E+00	-8.46E-01	-6.73E-02	-5.15E+01	-	-	9.02E-05	-	10.56	0.865	71	79.51	247.2	4

37	-4.50E+02	3.77E+02	-5.41E-03	2.57E+02	-	-7.85E+01	-	-	-	-3.15E+01	7.93	0.636	71	13.98	65.94	4
38	1.16E+03	8.18E+02	-5.72E-01	3.11E+02	-4.19E-02	-1.06E+02	-	7.57E+01	4.87E-05	-3.94E+01	9.26	0.878	75	50.31	189.1	4
39	2.06E+03	1.88E+02	-5.95E-01	-1.19E+01	3.06E-02	-6.12E+01	-	-	4.79E-05	-	8.22	0.904	71	102	228.2	2
40	-3.49E+02	2.49E+02	-8.98E-03	2.25E+02	-	-5.18E+01	-	-2.30E+01	-	-2.64E+01	4.47	0.750	72	50.36	88.35	4
41	1.37E+02	-4.43E+01	-1.06E-02	-4.02E+00	1.58E-02	-	-	-	-	-	5.40	0.790	71	29.77	80.36	4
42	-6.25E+02	-1.03E+02	1.29E-01	1.40E+02	2.27E-02	-	-2.73E-02	-	-	-	5.54	0.719	75	26.38	76.89	4
43	6.40E+02	2.39E+02	-1.75E-01	5.14E+01	-	-3.94E+01	2.96E-02	2.22E+01	-	-2.67E+01	6.38	0.891	75	41.76	136	4
44	5.83E+02	1.62E+02	-6.08E-02	-1.81E+01	-	-	-	8.91E+01	-	-	9.61	0.930	75	69.93	245.9	2
45	1.03E+03	2.83E+02	-1.69E-01	-2.18E+02	-2.37E-02	-2.32E+01	3.69E-02	5.31E+01	-	-	4.04	0.846	73	13.12	70.23	4
46	1.61E+03	5.59E+01	-2.60E-01	-3.22E+02	-	-	5.33E-02	4.33E+01	-	-	6.22	0.824	74	12.63	88.47	4
47	-8.24E+01	9.12E+01	1.96E-01	-1.21E+02	2.92E-02	-4.46E+01	1.93E-02	2.35E+01	-2.68E-05	-	5.16	0.925	72	65.65	149.4	2
48	2.48E+02	3.25E+01	4.98E-02	-1.42E+02	-	-	2.47E-02	3.57E+01	-1.52E-05	-	4.62	0.761	73	3.25	58.36	4
49	4.35E+02	1.04E+02	-4.70E-02	-7.94E+00	-	-	-	4.91E+01	-	-	7.54	0.905	76	72.76	191.2	2
50	1.16E+03	2.44E+02	-3.36E-01	7.00E+01	-2.70E-02	-	-4.19E-02	2.03E+01	3.79E-05	2.21E+01	6.22	0.920	68	104.7	212.8	2
51	1.16E+03	2.48E+02	-3.98E-01	1.16E+02	-1.43E-02	-1.66E+01	-	4.82E+01	2.95E-05	-1.48E+01	4.86	0.952	70	18.33	126.2	1
52	2.58E+02	4.00E+01	-3.25E-02	-6.07E+00	-	-	-	-	-	-	4.54	0.858	75	7.47	73.58	4
53	2.06E+02	5.09E+01	-2.70E-02	6.87E-01	-	-	-	-	-	-	4.47	0.888	72	19.16	77.3	4
54	1.36E+03	3.49E+02	-3.93E-01	-1.35E+01	-2.28E-02	-3.22E+01	2.42E-02	1.79E+01	2.18E-05	-1.62E+01	5.40	0.921	72	17.43	108.1	2
55	2.15E+03	2.23E+02	-6.39E-01	-5.37E+00	-	-3.13E+01	-	-	5.10E-05	-	7.40	0.889	74	57.5	183.4	4
56	-9.65E+02	8.10E+01	1.85E-01	2.46E+02	-	-	-4.45E-02	5.11E+01	-	-	5.40	0.909	68	22.06	98.66	2
57	1.24E+03	9.41E+01	-3.99E-01	2.30E+00	-2.45E-02	1.90E+01	-	1.37E+01	3.23E-05	-	4.13	0.733	71	6.03	45.58	4
58	1.72E+02	4.16E+01	-2.25E-02	1.53E+00	-	-	-	-	-	-	3.48	0.895	71	16.29	68.93	2

59	1.25E+02	3.44E+01	-1.49E-02	-2.22E+00	-	-	-	1.89E+01	-	-	4.08	0.774	74	9.42	49.52	4
60	2.08E+02	1.73E+02	-1.90E-02	-1.36E+01	-	-3.16E+01	-	2.74E+01	-	-	8.18	0.563	77	15.59	73.5	4
61	2.47E+02	4.45E+01	-2.92E-02	-1.02E+00	-	-	-	-	-	-	4.72	0.852	76	38.24	94.34	4
62	1.78E+02	1.37E+02	-2.10E-02	-3.04E+00	-	-1.95E+01	-	3.12E+01	-	-	4.22	0.887	68	19.2	77.6	4
63	2.37E+02	-1.74E+02	-2.44E-02	-1.81E+00	3.76E-02	-	-	-	-	-	4.56	0.877	65	48.12	108.3	4
64	2.07E+02	2.75E+02	-2.82E-02	2.06E+00	-2.25E-02	-2.33E+01	-	-	-	-	4.41	0.863	65	22.62	69.56	4

Capítulo 6

Fotometria e Correção de Extinção

6.1. Extinção

Extinção é o termo que descreve a diminuição da intensidade da radiação eletromagnética causada pela absorção e dispersão do gás e poeira entre uma fonte e um observador. Para observadores na superfície da Terra, a extinção da luz proveniente de um objeto pode ser causada pelo meio interestelar e pela atmosfera terrestre.

A extinção interestelar mostra dependência em função do comprimento de onda. Esta dependência é conhecida como lei de extinção k_λ que varia de muito intensa a muito leve desde a faixa ultravioleta (UV) a infravermelho-próximo (IVP), e portanto com menos atenuação nos comprimentos de onda longos. Os objetos parecem ser mais vermelhos do que realmente são, o que é conhecido como avermelhamento. Enquanto o comportamento da lei de extinção está bem registrado no UV, a extensão na faixa IVP não é completamente clara. No ótico 3200 – 7000 Å também há significativa variabilidade onde são localizados os filtros fotométricos U, B, V Johnson centrados em $\lambda_U = 3650$, $\lambda_B = 4400$, $\lambda_V = 5480$ Å, respectivamente.

A extinção no comprimento de onda λ é relacionada ao excesso de cor E_{B-V} e a lei de extinção k_λ mediante a Equação 6.1:

$$A_\lambda = k_\lambda E_{B-V} = \frac{k_\lambda A_V}{R_V} \quad (6.1)$$

onde A_λ é a diferença entre as intensidades monocromáticas observada e intrínseca na banda λ , A_V é a diferença de intensidades observada e intrínseca no visível V , e o parâmetro R_V conhecido como razão entre extinção total e seletiva é correlacionado com o tamanho médio dos grãos de poeira responsáveis pela extinção.

Na Via Láctea, o valor $R_V = 3.1$ representa bem o comportamento geral da extinção na região $V - UV$, porém, como o meio interestelar não é homogeneamente distribuído, são esperados desvios a cada linha de visada.

O avermelhamento pode ser descrito pelo excesso de cor E_{B-V} expresso na Equação 6.2. Ele é definido como a diferença entre a cor observada e a cor intrínseca do objeto, sendo esta última a cor que deveria ser observada para o objeto se este não fosse afetado pela extinção.

$$E_{B-V} = (B - V)_{obs} - (B - V)_{int} = A_B - A_V \quad (6.2)$$

onde

$A_B = B_{obs} - B_{int}$ é a extinção monocromática interestelar em B

$A_V = V_{obs} - V_{int}$ é a extinção monocromática interestelar em V

No Capítulo 5 demonstramos que as nossas calibrações conseguem recuperar valores de temperatura efetiva para espectros com $S/R > 100$ dentro de uma incerteza $\sigma(T_{eff}) \sim 160$ K. As determinações de temperaturas efetivas fotométricas T_{eff}^{fot} são, se não inteiramente dependentes, principalmente dependentes da cor $(B-V)$. Para as nossas derivações de T_{eff}^{fot} na Seção 7.2 segundo a Equação 7.1, em estrelas com metalicidade solar $[Fe/H] = 0$, variações de temperatura efetiva fotométrica de valores equiparáveis com $\sigma(T_{eff}) \sim 160$ K podem ser alcançadas a partir de variações de cor $\Delta(B-V) \sim 0.054$ para Johnson mag.

Gottlieb & Upson (1969) estimaram o valor médio do excesso de cor $E_{B-V} = 0.11$ mag Kpc^{-1} para latitudes próximas ao plano galáctico $10^\circ < |b| < 20^\circ$. Tomando esse valor em representação, para latitudes não muito afastadas do plano, a extinção pode ser significativa a partir de ~ 330 pc onde E_{B-V} tomaria o valor necessário para provocar subestimações de T_{eff}^{fot} próximos a $\sigma(T_{eff})$.

A média das incertezas $\bar{\sigma}(B-V)$ Johnson na nossa amostra de estrelas candidatas (com distâncias < 200 pc) é 0.036, o que produz o valor $\sigma(T_{eff}) \sim 160$ K. Estas estimações grosseiras sugerem que a partir de distâncias próximas aos 300 pc as estimações de temperatura fotométrica sofreriam erro devido ao avermelhamento

comparável com as incertezas das calibrações de obtenção de temperatura espectroscópica. Contudo a precisão das medições $(B - V)$ do Hipparcos é a partir de 0.002 mag, conseqüentemente incertezas menores nas estimações de cor $(B - V)$ tornam o E_{B-V} mais importante.

A nossa busca começa com a seleção de candidatas mediante os índices de cor fotométricos observados, método que tem demonstrado um bom rendimento na seleção de estrelas próximas dentro de 50 pc, distância aquém da qual não há influência de extinção sobre os índices fotométricos e se considera a equidade entre os índices fotométricos observados e intrínsecos. No entanto, a distâncias maiores, onde são localizadas as análogas fracas com $V \sim 11$ a influência a extinção é potencialmente importante. Isto afetaria inclusive o processo inicial de seleção, que pode chegar a ser ineficiente ao realizar uma filtragem de estrelas com cores observadas próximas as do Sol, mas com cores intrínsecas desconhecidas por causa da extinção. Logicamente o problema é ainda mais sério para as análogas solares com magnitudes na faixa de $V > 20$, como seria desejável no trabalho com objetos do Sistema Solar bastante fracas.

Entre as varias utilidades de uma análoga solar, a principal é de reproduzir a distribuição solar de fluxo no céu noturno. O avermelhamento introduz uma grande dificuldade, uma vez que todas as análogas selecionadas possuírem $V > 15$ serão localizadas a distâncias maiores a 100 pc e certamente terão distribuição de fluxo distinta substancialmente, invalidando a sua aplicação como análogas do fluxo solar, mesmo que o espectro de linhas de absorção não seja afetado.

A melhor solução para o problema da necessidade do uso de análogas solares fracas com $V > 15$ não identificadas, possivelmente está no uso de estrelas com $V < 11$, e a aplicação de alguma forma de atenuação mecânica durante a observação, tais como: stores rotativos no caminho ótico do instrumento, filtros de densidade neutra, ou a diminuição da abertura do telescópio por bloqueadores opacos, essa última opção não é prática para telescópios com diâmetro na faixa de 30 m ou superior.

6.2. Estimações de Extinção com o Modelo *Arenou*

Fizemos uma busca não exaustiva de métodos que permitam estimar a extinção a distâncias comparáveis com as de nossos alvos. Testamos o modelo desenvolvido por Arenou et al. (1992) que chamaremos *Arenou* daqui em diante para determinar a relevância da extinção sobre os nossos alvos com o objetivo de comparar os nossos resultados de temperatura efetiva espectroscópica (índices) e fotométrica, assim como a sua relação com as distâncias estelares.

Arenou é um modelo de extinção interestelar em 3D que divide o céu em 199 células. Para cada célula foi obtida uma expressão analítica da extinção interestelar visual A_V em função das coordenadas galácticas l e b e o raio (distância) r . O alcance das distâncias r das estrelas a introduzir nos cálculos mediante o modelo pode ser em torno de 3 a 4 Kpc, mas é esclarecido que o melhor rendimento é em torno de 1 Kpc.

A base de dados *INCA database* (*INput Catalogue database*) é a base de dados que inclui todas as estrelas propostas a serem observadas pelo satélite *Hipparcos* (maior informação em Arenou & Morin 1988). Naquela época aproximadamente a metade das estrelas não contava com dados fotométricos fotoelétricos, sendo considerados extremamente imprecisos os dados obtidos com placas fotográficas.

Como uma tentativa de melhorar consideravelmente a fotometria não fotoelétrica, foi desenvolvido por Arenou et al. (1992) um modelo tridimensional de extinção interestelar, que pudesse determinar com maior precisão as cores observadas dessas estrelas a partir da classificação espectral, as coordenadas galácticas e a distância.

Para construir o modelo foi usada uma subamostra de ~ 17 000 estrelas da base de dados *INCA*, com fotometria fotoelétrica e classificação espectral entre O e F8. O modelo foi construído a partir dos cálculos de distância r e extinção visual A_V usando as seguintes quatro equações:

$$E_{B-V} = (B - V)_{obs} - (B - V)_{int} \quad (6.3)$$

$$R = 3.3 + 0.28(B - V)_{int} + 0.04E_{B-V} \quad (6.4)$$

$$A_V = RE_{B-V} \quad (6.5)$$

$$r = 10^{(V - M_V + 5 - A_V)/5} \quad (6.6)$$

Nestas equações os parâmetros M_V e $(B - V)_{int}$ foram obtidos mediante calibrações em função do tipo espectral e classe de luminosidade MK , as calibrações foram extraídas de Schmidt-Kaler (1982) junto com a Equação 6.4. Esta última equação expressa a razão entre extinção total e seletiva R em função do avermelhamento, da distribuição de energia no espectro estelar e da linha de visada. Calculados A_V e r , e tomando em consideração estudos prévios realizados por Neckel & Klare (1980), que sugerem que A_V pode ser representado em primeira aproximação por uma relação quadrática, é ajustada a seguinte relação para cada célula:

$$A_V(r, l, b) = \alpha(l, b)r + \beta(l, b)r^2; \quad \text{se } r \leq r_0 \quad (6.7)$$

onde r_0 é a distância limite em que o comportamento da extinção é bem representado pelo modelo polinomial quadrático.

Quando r excede a distancia limite, $r \geq r_0$, o comportamento da extinção encontrado experimentalmente é linear:

Em regiões fora do plano galáctico, $|b| \geq 15^\circ$,

$$A_V(r, l, b) = A_V(r_0, l, b) \quad (6.8)$$

Em regiões próximas ao plano galáctico, $-15^\circ \leq b < 15^\circ$,

$$A_V(r, l, b) = A_V(r_0, l, b) + \gamma(l, b)(r - r_0) \quad (6.9)$$

Os modelos são validados com uma subamostra de estrelas também pertencentes à base de dados *INCA* com fotometria fotoelétrica, comparando os resultados estimados de índices fotométricos avermelhados com aqueles observados. Os erros obtidos nas estimações de cores são geralmente inferiores a 0.15 mag para as estrelas classificadas na sua base de dados como MK , e inferiores a 0.2 mag para as estrelas classificadas como HD .

Tentativas por estimar a extinção com modelos mais sofisticados foram descartadas devido a que aqueles modelos não são aplicáveis aos nossos alvos, por exemplo, o modelo desenvolvido por Schlegel, Finkbeiner & Davis (1998)[€].

€ NASA/IPAC Infrared Science Archive. Galactic Dust Reddening and Extinction. Ferramenta online em <http://irsa.ipac.caltech.edu/applications/DUST/>

Brevemente, o modelo mapeia a extinção e o excesso de cor a partir da emissão em infravermelho depois de serem subtraídas as contribuições da emissão zodiacal pela poeira interplanetária e radiação cósmica de fundo. As fontes puntiformes são identificadas como contaminantes e as áreas do céu cobertas por essas fontes são removidas e substituídas por um valor médio da emissão do céu circundante. Claramente o interesse é na estimativa da extinção causada pela poeira galáctica na sua totalidade através de uma linha de visada, o que é apropriado para estudos com objetos distantes como fontes extragalácticas, e não objetos próximos.

Estimamos a extinção A_V sobre a banda V no sistema fotométrico Johnson mediante o modelo *Arenou* para as estrelas candidatas. Estes resultados são apresentados na Tabela 6.1 junto com suas estimativas de erro calculadas pela Equação 6.15 mostrada na Seção 6.3. Na Figura 6.1 são apresentadas a extinção A_V e suas barras de erro em função da distância.

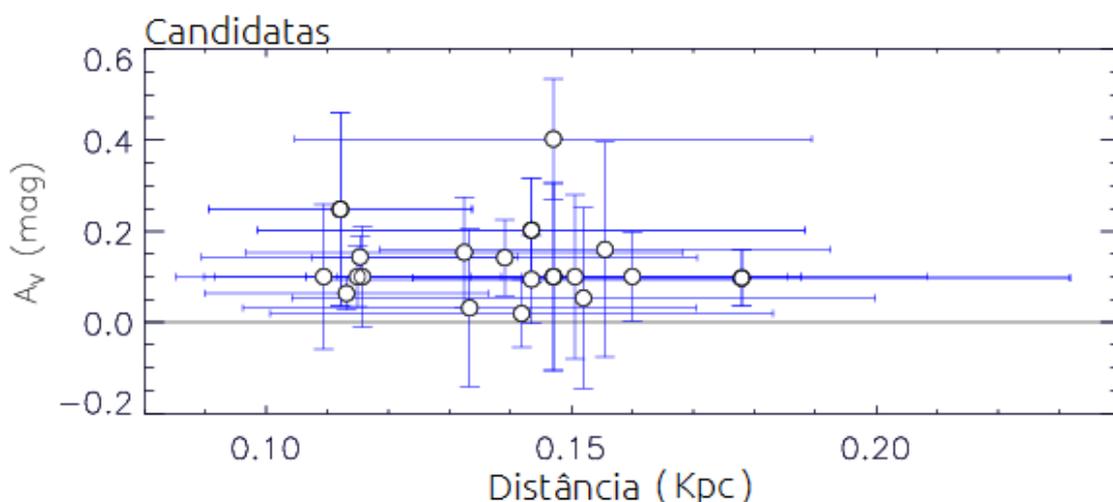


Figura 6.1. Estimativa de extinção na banda V do sistema Johnson em função da distância para as candidatas. As barras de erro horizontais são calculadas a partir das incertezas de paralaxe do catalogo Hipparcos mostradas na Tabela 6.1, as barras de erro verticais são obtidas pela Equação 6.15.

Para 7 das 19 estrelas, as barras de erro de A_V estendem-se por baixo da linha horizontal de extinção nula, e para apenas duas estrelas (HIP 69232 e HIP 13964 com $A_V = 0.403 \pm 0.132$ mag e $A_V = 0.143 \pm 0.047$ mag, respectivamente) a extinção não alcança o valor de zero segundo o critério 2σ , para as quais podemos considerar a extinção como significativa. Neste gráfico pode-se notar que as incertezas destas estimativas (que além disso são relacionadas com as incertezas de outros parâmetros dependentes da extinção mostrados posteriormente) são fortemente dependentes

das incertezas das distâncias $\sigma(r)$. Aqui σA_V^{TOTAL} (dada pela Equação 6.15) é unicamente dependente de $\sigma(r)$ e do erro de ajuste da célula σA_V^{ajuste} , que por sua vez, é implicitamente dependente de $\sigma(r)$ desde a construção do modelo. Acrescentamos que não há tendência observável da extinção visual em função da distância.

O modelo é desenvolvido para estimação direta de A_V , mas com as Equações 6.3 à 6.5 pode-se obter estimativas do avermelhamento E_{B-V} sobre as cores ($B - V$). As incertezas das estimativas de avermelhamento $\sigma(E_{B-V})$ irão ser relativamente maiores devido à inclusão da incerteza $\sigma(B - V)$. O desenvolvimento da expansão de erros para a estimação de σE_{B-V} encontra-se na Seção 6.3 dado pela Equação 6.25. Na Tabela 6.1 são apresentados os resultados de E_{B-V} e σE_{B-V} , além disso, ilustramos na Figura 6.2 a distribuição do avermelhamento em função da distância com barras de erro. A partir das grandes barras de erro verifica-se que toda a amostra é compatível com a ausência de avermelhamento significativo (segundo o critério 2σ). Há apenas duas estrelas (HIP 55619 e HIP 69232 com $E_{B-V} = 0.041 \pm 0.035$ e $E_{B-V} = 0.117 \pm 0.109$, respectivamente) cujas estimativas de E_{B-V} são maiores do que seus erros σE_{B-V} .

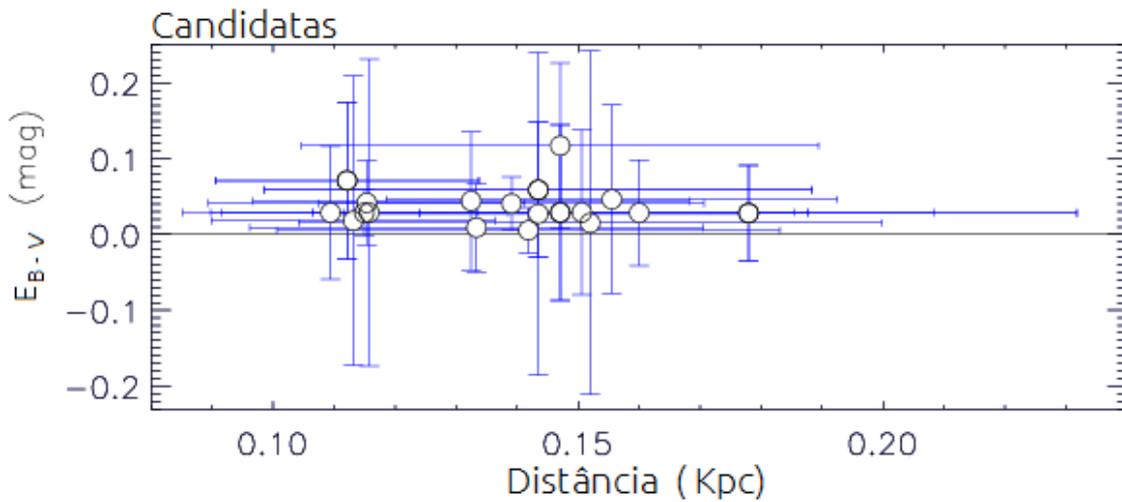


Figura 6.2. Estimativa de avermelhamento ou excesso de cor E_{B-V} em função da distância para as candidatas. As barras de erro horizontais foram calculadas a partir das incertezas de paralaxe do catalogo Hipparcos, as barras de erro verticais são obtidas pela Equação 6.25.

6.3. Estimativa de Incertezas

A estimativa das incertezas das extinções e os excessos de cor são fortemente dependentes da incerteza da distância $\sigma(r)$, e da incerteza do ajuste do modelo $\sigma(modelo)$ – ver Equações 6.7 e 6.8. Deixamos claro que nas estimações de incertezas

não consideramos a média das incertezas das cores fotométricas das estrelas com que foram construídas calibrações pelos autores, $\sigma A_V \sim 0.15$ mag, o que faria as incertezas mostradas a seguir aumentarem consideravelmente.

A estimativa de incertezas de extinção σA_V^{TOTAL} e do excesso de cor σE_{B-V} são obtidas por meio da expansão de erros sobre o modelo de extinção *Arenou*:

Para chegarmos a σA_V^{TOTAL} partimos da Equação 6.7 sendo o erro δA_V dentro de uma célula unicamente dependente do erro $\delta(r)$:

$$A_V + \delta A_V = \alpha(r + \delta r) + \beta(r + \delta r)^2 \quad (6.10)$$

$$A_V + \delta A_V = \alpha r + \beta r^2 \pm |\alpha \delta r| \pm |2\beta r \delta r| \quad (6.11)$$

$$\delta A_V = |\alpha \delta r| + |2\beta r \delta r| \quad (6.12)$$

Em regiões fora do plano galáctico, $|b| \geq 15^\circ$, desde a Equação 6.8, δA_V seria 0, posto que r_0 é um valor constante imposto pelo modelo. Nesse caso, consideramos δA_V dado pela Equação 6.12.

Em regiões próximas ao plano galáctico, $-15^\circ \leq b < 15^\circ$, δA_V é obtido da equação 6.9:

$$\delta A_V = \gamma \delta r \quad (6.13)$$

A distância é obtida a partir da paralaxe $r = \pi^{-1}$, então δr na Equação 6.13 é:

$$\delta r = \frac{\delta \pi}{\pi^2} \quad (6.14)$$

A partir daqui chamaremos δA_V à incerteza da extinção calculada mediante o ajuste $\delta A_V = \sigma A_V^{calc}$. A incerteza de extinção visual total σA_V^{TOTAL} é dada pela seguinte equação:

$$\sigma A_V^{TOTAL} = \sqrt{(\sigma A_V^{calc})^2 + (\sigma A_V^{ajuste})^2} \quad (6.15)$$

onde

$$\sigma A_V^{ajuste} = \sigma(\text{modelo}) \times A_V \quad (6.16)$$

e σA_V^{ajuste} é o erro do ajuste do modelo em cada célula, fornecido em porcentagens pelos autores, e é fortemente dependente da distância implícita em A_V .

Para chegarmos a σE_{B-V} primeiro devemos encontrar o erro da cor intrínseca $\delta(B - V)_{int}$ então combinamos as Equações 6.3 e 6.4 e obtemos a equação quadrática:

$$A_V = [3.3 + 0.24(B - V)_{int} + 0.04(B - V)_{obs}] [(B - V)_{obs} - (B - V)_{int}] \quad (6.17)$$

Para manipular variáveis com facilidade, desde aqui chamamos $int = (B - V)_{int}$ e $obs = (B - V)_{obs}$

A solução da Equação 6.17 é:

$$int = \frac{-(c_1 - c_2 obs) \pm \sqrt{(c_1 - c_2 obs)^2 - c_3(A_V - c_4 obs^2 - c_1 obs)}}{c_5} \quad (6.18)$$

com $c_1 = 3.3$, $c_2 = 0.2$, $c_3 = 0.96$, $c_4 = 0.04$ e $c_5 = 0.48$, então incluindo os termos de erro de cada variável:

$$int \pm \delta int = \frac{-(c_1 - c_2(obs \pm \delta obs))}{c_5} \pm \frac{\sqrt{(c_1 - c_2(obs \pm \delta obs))^2 - c_3((A_V \pm \delta A_V) - c_4(obs \pm \delta obs)^2 - c_1(obs \pm \delta obs))}}{c_5} \quad (6.19)$$

Expandindo as variáveis A_V e obs e ordenando obtemos a seguinte forma

$$int \pm \delta int = \frac{-c_1 + c_2 + [P \pm \delta P]^{1/2} \pm c_2 \delta obs}{c_5} \quad (6.20)$$

onde:

$$P = (c_1 - c_2 obs)^2 - c_3(A_V - c_4 obs^2 - c_1 obs) \quad (6.21)$$

$$e \delta P = \pm [2c_1 c_2 \delta obs + 2c_2^2 obs \delta obs + c_3(\delta A_V + 2c_2^2 obs \delta obs + c_1 \delta obs)] \quad (6.22)$$

expandindo $[P \pm \delta P]^{1/2}$ e ordenando obtemos:

$$(B - V)_{int} = int = \frac{-c_1 + c_2 obs + \sqrt{P}}{c_5} \quad (6.23)$$

$$\delta(B - V)_{int} = \delta int = \frac{\frac{1}{2} \frac{\delta P}{\sqrt{P}} + c_2 \delta obs}{c_5} \quad (6.24)$$

A incerteza do excesso de cor σE_{B-V} é obtida pela somatória:

$$\sigma E_{B-V} = \delta(B - V)_{int} + \delta(B - V)_{obs} \quad (6.25)$$

Tabela 6.1. Extinção e avermelhamento das estrelas candidatas estimadas mediante o modelo *Arenou*.

A ordem das estrelas nesta tabela segue a ordem da Tabela 7.1, a saber, a ordem de similaridade com respeito ao Sol, encontrada com as derivações a partir dos índices espectroscópicos na Seção 7.1. A primeira coluna é o número de catálogo das estrelas no catálogo Hipparcos. A segunda e terceira colunas apresentam a extinção na banda V do sistema fotométrico Johnson e seu erro estimado, respectivamente. A quarta e quinta colunas apresentam o avermelhamento ou excesso de cor ($B - V$) no sistema fotométrico Johnson e a sua incerteza, respectivamente.

HIP	A_V (mag)	σA_V (mag)	E_{B-V} (mag)	σE_{B-V} (mag)
55619	0.142	0.083	0.041	0.035
67692	0.100	0.098	0.029	0.070
991	0.100	0.111	0.029	0.202
107605	0.153	0.122	0.044	0.091
73234	0.053	0.198	0.015	0.227
6089	0.100	0.159	0.029	0.088
53990	0.202	0.114	0.059	0.089
10663	0.100	0.206	0.029	0.116
111826	0.063	0.037	0.018	0.191
69477	0.094	0.097	0.027	0.213
5811	0.100	0.066	0.029	0.030
56870	0.019	0.074	0.005	0.030
110560	0.097	0.062	0.028	0.063
8853	0.100	0.180	0.029	0.108
75685	0.248	0.213	0.071	0.103
13964	0.143	0.047	0.042	0.056
18941	0.160	0.236	0.046	0.125
48272	0.031	0.173	0.009	0.059
69232	0.403	0.132	0.117	0.109

Capítulo 7

Análise e Discussão

7.1. Parâmetros Atmosféricos das Candidatas Derivados dos Índices Espectroscópicos

Usamos as calibrações da Tabela 5.3 para derivar os parâmetros atmosféricos espectroscópicos das candidatas observadas listadas na Tabela 2.2, os resultados são apresentados na Tabela 7.1 e graficamente nas Figuras 7.1, 7.2 e 7.3. Na Tabela 7.1 ordenamos as estrelas por ordem de similaridade com respeito aos parâmetros solares ($T_{\text{eff}} = 5777$ K (Neckel 1986b), $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$ dex e $\log g = 4.44$ dex).

A primeira seção da tabela contém as estrelas com a tríade de parâmetros atmosféricos próximos aos do Sol dentro de incertezas 1σ . Abaixo, a segunda seção contém as estrelas com dois dos parâmetros próximos dentro das incertezas 1σ e um dos parâmetros dentro das incertezas 2σ ; a terceira seção contém estrelas com um dos parâmetros dentro das incertezas 1σ e dois parâmetros dentro das incertezas 2σ , e por fim na quarta seção colocamos as estrelas com um ou mais de um parâmetro fora das incertezas 2σ . Os critérios anteriormente mencionados que reúnem as estrelas candidatas a análogas fracas em função da proximidade dos seus parâmetros atmosféricos espectroscópicos com os do Sol são resumidos na última coluna da Tabela 7.1 designando uma nota “classe” desde o numero 1 (as mais próximas) ao 4 (as menos

próximas). Destacamos a estrela HIP 56870 na tabela já que suas derivações de parâmetros atmosféricos não são consideradas confiáveis, devido a que sua $T_{\text{eff}}^{\text{spec}}$ obtida é 6400 K, temperatura que encontra-se no limite superior imposto pelas calibrações, e por essa razão suspeitamos que a estrela mencionada seja mais quente. A baixa confiabilidade dessa derivação é evidenciada pela incerteza alcançada $\sigma(T_{\text{eff}}^{\text{spec}}) = 613$ K. A notável diferença entre as incertezas desta estrela e as outras estrelas com “classe” 1 também pode ser vista nos gráficos das Figuras 7.1 e 7.2

Para as estrelas com dois espectros disponíveis derivamos parâmetros atmosféricos espectroscópicos independentemente, estes parâmetros são próximos dentro das incertezas 1σ , com exceção de $[\text{Fe}/\text{H}]$ na estrela HIP 110560 cujo acordo corresponde a 2σ . Para estas estrelas tomamos como parâmetros espectroscópicos finais a média simples dos seus parâmetros e são estes os reportados na Tabela 7.1. Decidimos pela média simples devido a que não há evidência de piora significativa nas derivações dos parâmetros a partir de espectros de $S/R < 100$ em relação aos de $100 < S/R < 150$ como é mostrado na seguinte seção. As incertezas das médias foram calculadas pela expansão de erros $\sigma X = \sqrt{\frac{1}{4}(X_1^2 + X_2^2)}$.

Na Seção 5.4 foi mostrado que para as estrelas de calibração as maiores incertezas da determinação dos parâmetros atmosféricos através dos índices $\sigma(T_{\text{eff}}^{\text{spec}}, [\text{Fe}/\text{H}], \log g)^{\text{ext}}$ são localizadas na faixa $100 < S/R < 150$ onde os erros médios são (259 K, 0.14 dex, 0.31 dex). Para as candidatas, as incertezas dos parâmetros atmosféricos obtidos a partir de cada espectro são plotados em função da S/R na Figura 7.4. Como há 4 estrelas com dois espectros disponíveis, os gráficos contam com 23 pontos dispersos. Com exceção de HIP 13964, todas as estrelas contam com espectros de $S/R < 200$, a média de todos os valores de incerteza é $\bar{\sigma}(T_{\text{eff}}^{\text{spec}}, [\text{Fe}/\text{H}], \log g) = (290 \text{ K}, 0.18 \text{ dex}, 0.36 \text{ dex})$, consideramos estes resultados em bom acordo com os obtidos para as estrelas de calibração na faixa $100 < S/R < 150$ mostrados acima. Para $S/R > 100$ encontramos as médias (297 K, 0.17 dex, 0.34 dex), e para $S/R < 100$ as médias (282 K, 0.18 dex, 0.39 dex). A partir destes cálculos, para as estrelas com dois espectros, consideramos o mesmo peso dos parâmetros derivados individualmente. A media das incertezas dos parâmetros espectroscópicos então são $\bar{\sigma}(T_{\text{eff}}^{\text{spec}}, [\text{Fe}/\text{H}], \log g) = (264 \text{ K}, 0.16 \text{ dex}, 0.34 \text{ dex})$. Consideramos importante notar que a estrela HIP56870, para a qual consideramos suas derivações de parâmetros não confiáveis, tem $\sigma(T_{\text{eff}}^{\text{spec}}) = 613$ K. Retirando as estimações de incerteza dos seus parâmetros de todas as médias encontramos $\bar{\sigma}(T_{\text{eff}}^{\text{spec}}, [\text{Fe}/\text{H}], \log g) = (245 \text{ K}, 0.15 \text{ dex},$

0.34 dex). Estes últimos valores de médias das estimações de incertezas dos parâmetros atmosféricos mostram muito bom acordo com aqueles estimados visualmente a partir dos gráficos na Figura 5.10 no final da Seção 5.4 com as calibrações. Como ainda iremos manter a estrela HIP56870 dentro da nossa lista de candidatas para derivação de outros parâmetros, nas seguintes seções iremos utilizar os valores médios $\bar{\sigma}(T_{\text{eff}}^{\text{spec}}, [\text{Fe}/\text{H}], \log g) = (264 \text{ K}, 0.16 \text{ dex}, 0.34 \text{ dex})$.

Tabela 7.1. Parâmetros atmosféricos espectroscópicos das candidatas observadas

Derivação de parâmetros atmosféricos e incertezas das candidatas observadas. A primeira coluna fornece o número HIP. O cabeçalho das colunas de 2 a 7 é autoexplicativo. Na coluna 8 é fornecido a sinal-ruído. As notas da última coluna expressam em níveis de 1 (melhor) a 4 (o pior) a qualidade da similaridade dos parâmetros em relação ao Sol, 1 é quando a tríade de parâmetros é próxima aos do Sol dentro das incertezas 1σ , 2 quando dois parâmetros são próximos dentro das incertezas 1σ e um parâmetro é próximo dentro das incertezas 2σ , 3 quando um parâmetro é próximo dentro das incertezas 1σ e dois parâmetros são próximos dentro das incertezas 2σ , 4 quando algum parâmetro escapa das incertezas 2σ . Os parâmetros correspondentes à estrela HIP 56870 são destacados para assinalar que são estimações não confiáveis porto que sua estimacão de $T_{\text{eff}}^{\text{spec}}$ encontra-se no limite superior do intervalo definido nas calibrações.

HIP	$T_{\text{eff}}^{\text{spec}}$	$\sigma(T_{\text{eff}}^{\text{spec}})$	[Fe/H]	σ [Fe/H]	$\log g$	$\sigma(\log g)$	S/R	Nota
55619	5785	331	-0.07	0.21	4.20	0.34	121	1
67692	5970	306	0.07	0.17	4.14	0.32	92	1
991	6025	332	0.10	0.18	4.62	0.41	108	1
107605	6075	414	-0.09	0.26	4.72	0.43	170	1
73234	6120	422	-0.11	0.28	4.40	0.44	87	1
6089	5755	302	-0.24	0.22	4.82	0.42	126	2
53990	5895	233	-0.23	0.14	4.24	0.23	102	2
10663	5910	230	-0.22	0.13	4.31	0.25	121	2
111826	5525	167	0.02	0.11	4.20	0.27	125	2
69477	5600	149	-0.08	0.09	4.20	0.21	114	2
5811	5520	135	-0.04	0.09	4.30	0.21	112	2
56870	6400	613	-0.12	0.29	4.56	0.50	122	2
110560	5433	258	-0.22	0.18	4.26	0.24	69, 68	3
8853	5910	247	-0.35	0.16	4.82	0.30	89	4
75685	6238	211	-0.01	0.11	4.12	0.26	131, 72	4
13964	6400	159	-0.68	0.09	4.70	0.48	210	4
18941	5940	172	-0.44	0.11	4.82	0.23	114	4
48272	6075	236	-0.48	0.14	4.82	0.64	92	4
69232	6255	107	-0.64	0.07	4.82	0.34	81	4

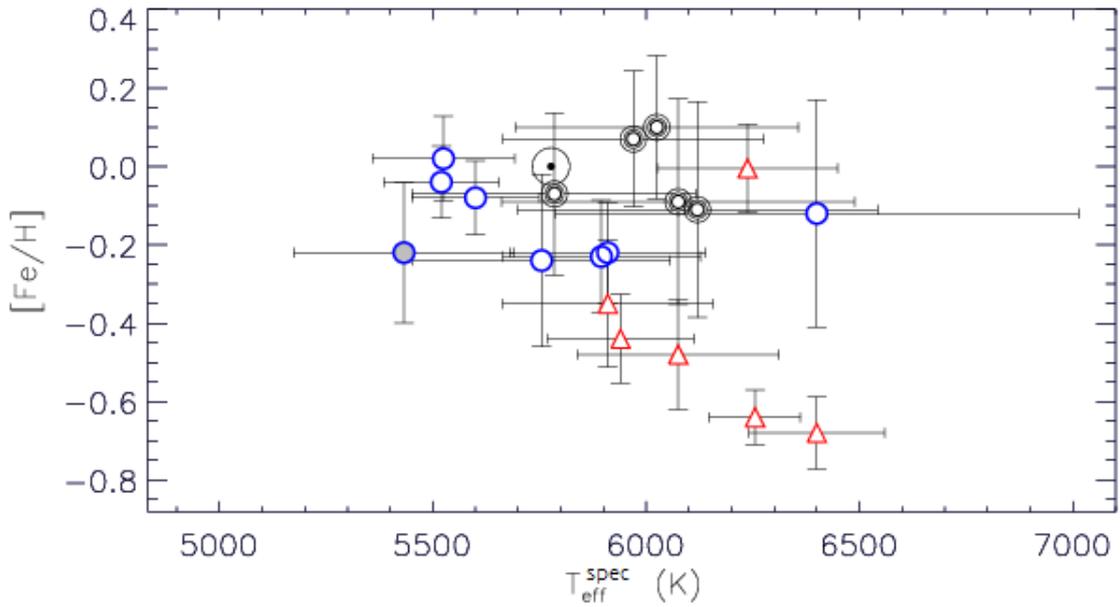


Figura 7.1. Distribuição de metalicidade e temperatura efetiva das candidatas derivadas com os índices espectroscópicos. Os símbolos usados são de acordo com as notas da Tabela 6.1 como do seguinte modo: círculos em preto corresponde à nota 1, os círculos de contorno azul à nota 2, o único círculo cinza de contorno azul corresponde à nota 3, os triângulos em vermelho correspondem à nota 4. Os parâmetros solares são indicados pelo símbolo usual \odot .

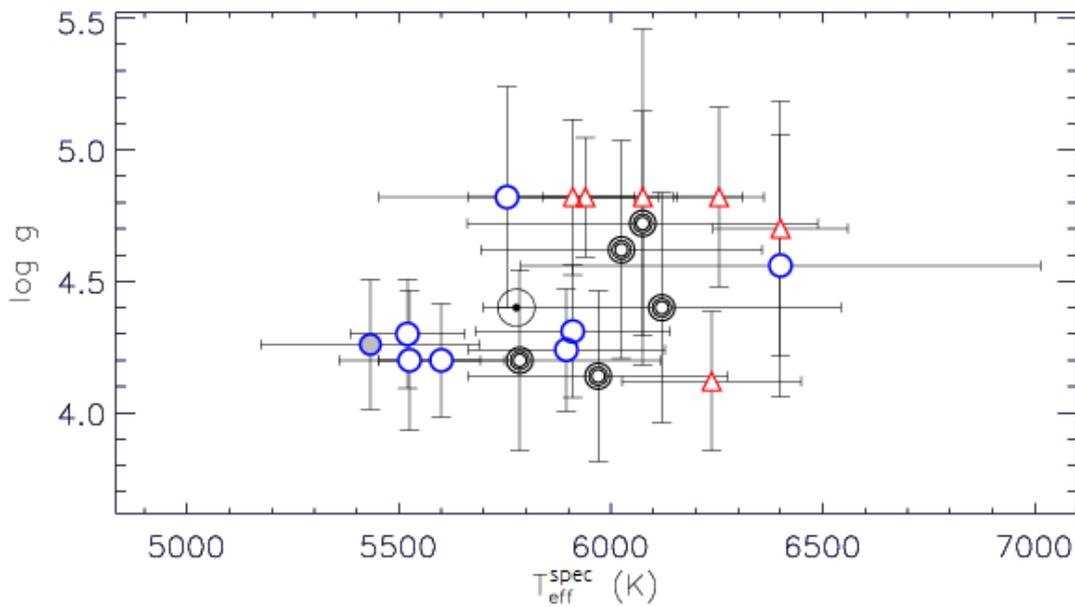


Figura 7.2. Distribuição de gravidade superficial e temperatura efetiva das candidatas derivadas com os índices espectroscópicos. A simbologia é a mesma que na Figura 6.1.

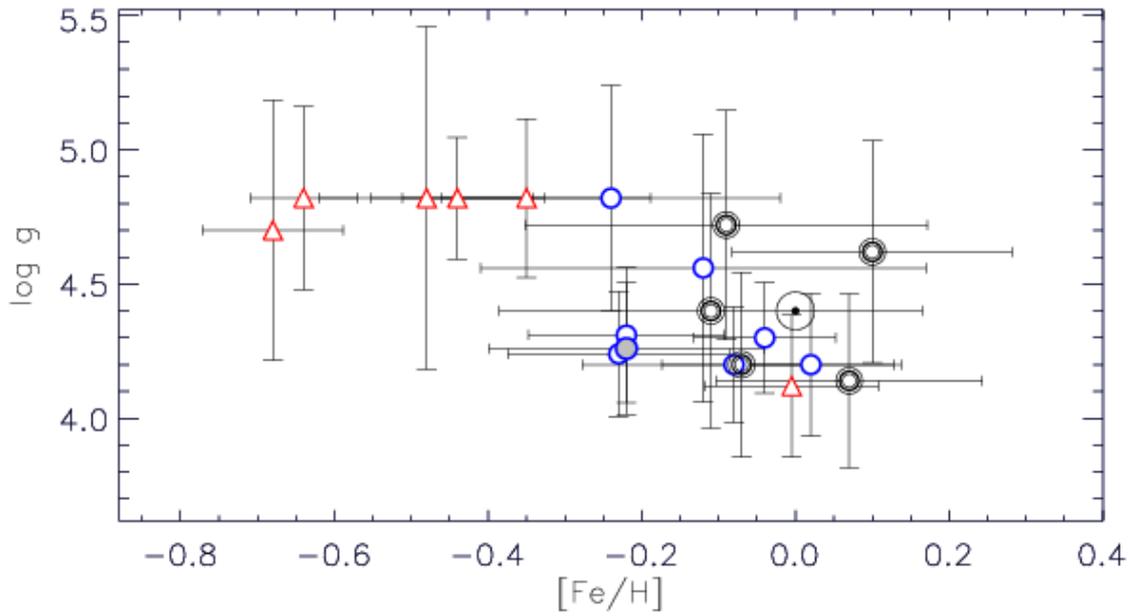


Figura 7.3. Distribuição de gravidade superficial e metalicidade das candidatas derivadas com os índices espectroscópicos. A simbologia é a mesma que na Figura 6.1.

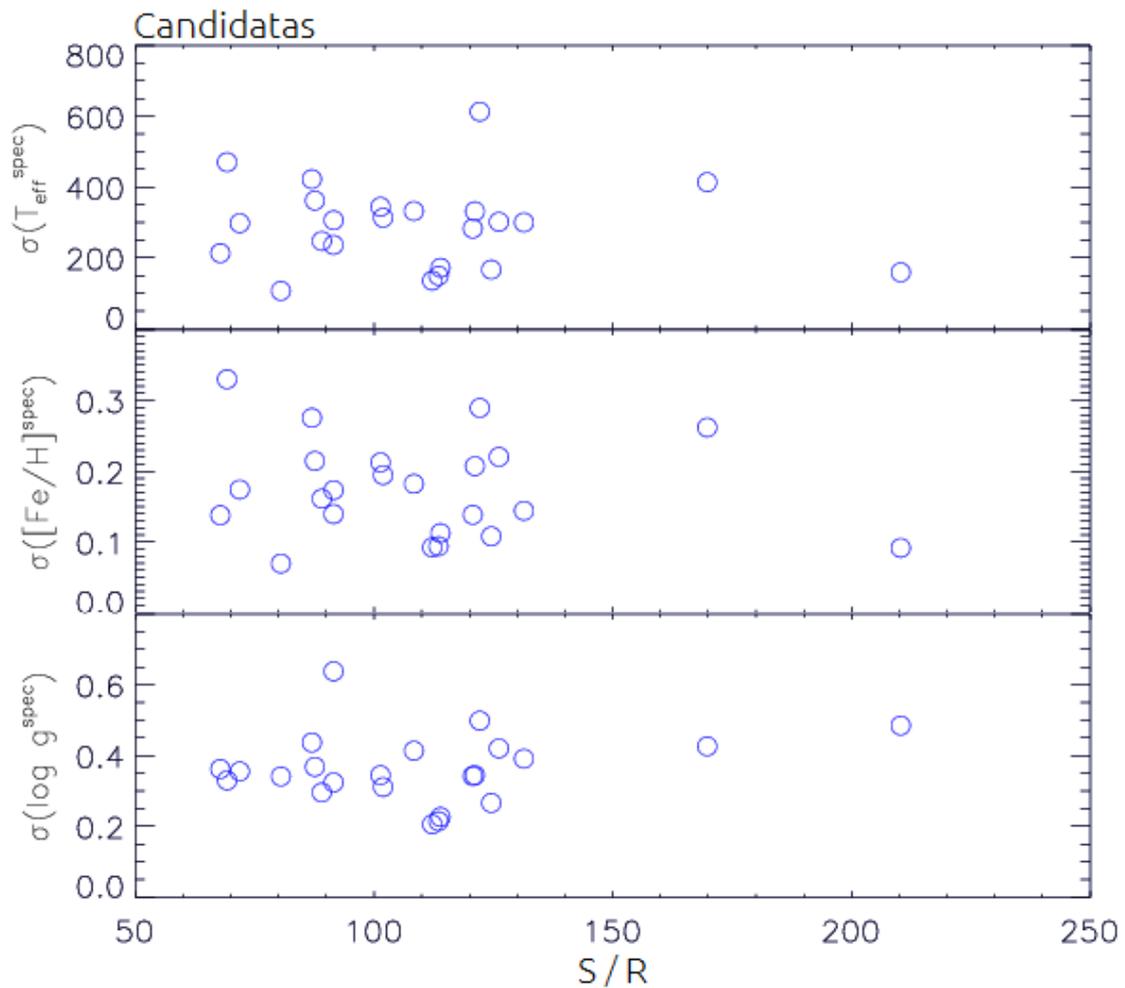


Figura 7.4. Distribuição das incertezas dos parâmetros atmosféricos derivados dos 23 espectros das candidatas, em função da relação sinal-ruído.

7.2. Temperaturas Efetivas Fotométricas

Derivamos temperaturas fotométricas $T_{\text{eff}}^{\text{fot}}$ a partir das calibrações fotométricas baseadas no método IRFM (Infrared Flux Method) (originalmente descrito por Blackwell & Shallis 1977; Blackwell et al. 1986) disponíveis no apêndice de Porto de Mello et al. (2014). Nas calibrações os autores usam valores de T_{eff} de uma amostra 36 estrelas próximas, de tipo-FGK entre anãs e gigantes, e com cores fotométricas de alta precisão. Os parâmetros de T_{eff} são selecionados desde os trabalhos desenvolvidos pelos autores Saxner & Hammarbäck (1985) e Blackwell et al. (1991) quem usam os modelos de atmosferas MARCS na sua derivação de temperaturas efetivas a partir do método IRFM. Para a $T_{\text{eff}}^{\text{fot}}$ em função de da cor $(B - V)$ no sistema Johnson os autores encontram dependência em função da metalicidade segundo a Equação 7.1.

$$T_{\text{eff}}^{\text{fot}} = 7747 - 3016 (B - V) (1 - 0.15[\text{Fe}/\text{H}]) \quad (7.1)$$

onde o erro de ajuste é $\sigma_{\text{adj}} = 65$ K, considerada como a incerteza interna da calibração.

Na Tabela 7.2 apresentamos as $T_{\text{eff}}^{\text{fot}}$ para as candidatas calculadas a partir das cores $(B - V)$ do catálogo Hipparcos e as metalicidades da Tabela 7.1 derivadas a partir dos índices espectroscópicos. Na estimação de incertezas (Seção 7.2.1) $\sigma(T_{\text{eff}}^{\text{fot}})$ foram consideradas as contribuições dos erros $\sigma(B - V)$, $\sigma[\text{Fe}/\text{H}]$ e σ_{adj} , com isto encontramos uma incerteza média $\bar{\sigma}(T_{\text{eff}}^{\text{fot}}) = 139$ K.

Com as estimações de avermelhamento E_{B-V} da Tabela 6.1 e a Equação 6.25 calculamos a cor intrínseca $(B - V)_{\text{int}}$ cujos erros associados vem dados pela Equação 6.24. Introduzindo $(B - V)_{\text{int}}$ na Equação 7.1 calculamos as temperaturas fotométricas “corrigidas” do avermelhamento $T_{\text{eff}\emptyset}^{\text{fot}}$ cujas estimações de incertezas $\sigma(T_{\text{eff}\emptyset}^{\text{fot}})$ são desenvolvidas na Seção 7.2.1. Esses valores são apresentados na Tabela 7.3.

Tabela 7.2. Temperaturas efetivas fotométricas das candidatas

A ordem das estrelas na tabela é a mesma da Tabela 7.1. A segunda e terceira colunas apresentam a cor (B-V) no sistema fotométrico Johnson e a sua incerteza segundo o catálogo Hipparcos. A quarta e quinta colunas fornecem a metalicidade e a sua incerteza respectivamente derivadas pelo método dos índices espectroscópicos mostradas na Tabela 7.1. A sexta e a sétima colunas apresentam o cálculo de temperatura efetiva fotométrica e a sua incerteza respectivamente, a partir da Equação 7.1. Na última coluna colocamos o parâmetro “classe”, que qualifica a proximidade da estimacão da temperatura efetiva fotométrica da estrela com a do Sol, desde “a” para temperaturas efetivas próximas às do Sol dentro da incerteza 1σ , “b” para 2σ , “c” para 3σ e “d” para 4σ .

HIP	$(B - V)^{Jh}$ (mag)	$\sigma(B - V)^{Jh}$ (mag)	[Fe/H] (dex)	σ [Fe/H] (dex)	$T_{\text{eff}}^{\text{foto}}$ (K)	$\sigma(T_{\text{eff}}^{\text{foto}})$ (K)	Classe
55619	0.667	0.004	0.07	0.21	5714	100	a
67692	0.750	0.015	0.07	0.17	5509	122	c
991	0.600	0.061	0.10	0.18	5965	242	a
107605	0.640	0.020	-0.09	0.26	5791	150	a
73234	0.680	0.061	-0.11	0.28	5662	278	a
6089	0.661	0.015	-0.24	0.22	5682	129	a
53990	0.550	0.020	-0.23	0.14	6031	116	c
10663	0.570	0.020	-0.22	0.13	5971	113	b
111826	0.762	0.065	0.02	0.11	5456	243	b
69477	0.560	0.066	-0.08	0.09	6032	231	b
5811	0.700	0.004	-0.04	0.09	5623	77	b
56870	0.645	0.003	-0.12	0.29	5767	114	a
110560	0.573	0.016	-0.22	0.18	5963	115	b
8853	0.530	0.020	-0.35	0.16	6065	118	c
75685	0.730	0.015	-0.01	0.11	5544	104	c
13964	0.556	0.015	-0.68	0.09	5899	94	b
18941	0.590	0.020	-0.44	0.11	5850	111	a
48272	0.536	0.003	-0.48	0.14	6014	78	d
69232	0.605	0.025	-0.64	0.07	5747	116	a

Tabela 7.3. Temperaturas efetivas fotométricas “corrigidas” das candidatas e suas incertezas.

A ordem das estrelas na tabela é a mesma da Tabela 7.1. Na segunda e terceira colunas apresentamos as temperaturas fotométricas “corrigidas” do avermelhamento e suas incertezas respectivamente, calculadas a partir das cores intrínsecas $(B - V)_{int}$ estimadas segundo o modelo *Arenou*. As estimações de $\sigma(T_{eff\emptyset}^{fot})$ foram obtidas mediante a Equação 7.5.

HIP	$T_{eff\emptyset}^{fot}$ (K)	$\sigma(T_{eff\emptyset}^{fot})$ (K)
55619	5838	166
67692	5594	230
991	6050	478
107605	5926	292
73234	5709	588
6089	5771	290
53990	6214	250
10663	6061	327
111826	5510	422
69477	6115	469
5811	5710	125
56870	5783	177
110560	6051	197
8853	6157	312
75685	5758	306
13964	6037	160
18941	6037	160
48272	6044	213
69232	6134	289

Na análise que se segue, avaliamos a influência do avermelhamento na determinação de T_{eff}^{fot} usando a cor $(B - V)$ no sistema Johnson, cujas magnitudes componentes B e V são centradas nos comprimentos de onda 4420 e 5400 Å respectivamente. Devido à extinção as magnitudes B e V são afetadas em diferentes quantidades, sendo B a mais afetada por ser situada em comprimentos de onda menores. Em condições onde a extinção é significativa, as intensidades provenientes de um alvo na banda B irão ser mais atenuadas do que as intensidades na banda V , em termos de magnitude, B irá aumentar mais do que V ; então a cor observada $(B - V)_{obs}$

afetada pela extinção será maior do que a cor intrínseca do objeto $(B - V)_{int}$. A diferença entre as duas cores mencionadas é o avermelhamento das cores fotométricas ou excesso de cor E_{B-V} que deve ser sempre maior do que zero e aumentar progressivamente à medida que aumenta a extinção.

Desde a Equação 6.1, a temperatura efetiva fotométrica é inversamente proporcional a $(B - V)$, se a cor observada $(B - V)_{obs}$ fosse afetada pela extinção, a T_{eff}^{fot} calculada seria subestimada. Uma forma de analisar o grau de impacto da extinção sobre as temperaturas efetivas calculadas a partir das cores fotométricas é num gráfico de $T_{eff}^{fot} - T_{eff}^{spec}$ em função de E_{B-V} que esboça a variação de uma grandeza (T_{eff}^{fot}) que se espera seja subestimada progressivamente à medida que aumenta a extinção em relação a outra grandeza esperada invariável (T_{eff}^{spec}). Na comparação, E_{B-V} se apresenta como uma medida da extinção pelas cores fotométricas. E_{B-V} partindo desde o ideal acordo das temperaturas na origem de coordenadas quando a extinção é nula, estendendo-se para grandes quantidades onde se esperam diferenças em favor de T_{eff}^{spec} .

Tomamos as sugestões corretivas dadas pelas Figuras 7.6 e 7.7 e consideramos a correção de temperatura efetiva fotométrica apenas para as estrelas com $E_{B-V} > \sigma E_{B-V}$: HIP 69232 cujo valor $E_{B-V} = 0.117 \pm 0.109$ mag tem grande influência na correção da inclinação desde a Figura 7.6 à Figura 7.7; e para a estrela HIP55619 com $E_{B-V} = 0.041 \pm 0.035$ mag.

As temperaturas efetivas fotométricas “corrigidas” do avermelhamento são obtidas a partir de $(B - V)_{int}$ segundo a Equação 7.1, onde incluímos os erros de cada variável para obter o erro $\sigma(T_{eff\emptyset}^{fot})$ da seguinte forma:

$$T_{eff\emptyset}^{fot} \pm \sigma(T_{eff\emptyset}^{fot}) = 7747 - 3016 ((B - V)_{int} \pm \delta(B - V)_{int}) (1 - 0.15([Fe/H] \pm \sigma[Fe/H])) \pm \sigma_{adj} \quad (7.2)$$

onde $\sigma_{adj} = 65$ K é o erro de ajuste da calibração de temperaturas efetivas fotométricas

Retiramos o termo que multiplica a (-3016) na Equação 7.2 e expandimos:

$$((B - V)_{int} \pm \delta(B - V)_{int}) (1 - 0.15([Fe/H] \pm \sigma[Fe/H])) = (B - V)_{int} \pm \delta(B - V)_{int} - 0.15 \left\{ (B - V)_{int} [Fe/H] \pm \sqrt{[Fe/H]^2 \delta(B - V)_{int}^2 + (B - V)_{int}^2 \sigma[Fe/H]^2} \right\} \quad (7.3)$$

Reintroduzimos o termo expandido na Equação 7.2 e ordenando obtemos:

$$T_{\text{eff}\emptyset}^{\text{fot}} \pm \sigma(T_{\text{eff}\emptyset}^{\text{fot}}) = 7747 - 3016(B - V)_{\text{int}}(1 - 0.15[\text{Fe}/\text{H}]) \pm 3016 \left(0.15 \sqrt{[\text{Fe}/\text{H}]^2 \delta(B - V)_{\text{int}}^2 + (B - V)_{\text{int}}^2 \sigma[\text{Fe}/\text{H}]^2} + \delta(B - V)_{\text{int}} \right) \pm \sigma_{\text{adj}} \quad (7.4)$$

Como os dois termos de erro da equação de acima são independentes e aleatórios, então o erro $\sigma(T_{\text{eff}\emptyset}^{\text{fot}})$ é obtido pela soma quadrática:

$$\sigma(T_{\text{eff}\emptyset}^{\text{fot}}) = \sqrt{\sigma_{\text{adj}}^2 + \left(3016 \left\{ 0.15 \left(\sqrt{([\text{Fe}/\text{H}] \delta(B - V)_{\text{int}})^2 + ((B - V)_{\text{int}} \sigma[\text{Fe}/\text{H}])^2} \right) + \delta(B - V)_{\text{int}} \right\} \right)^2} \quad (7.5)$$

Plotamos as diferenças de $T_{\text{eff}\emptyset}^{\text{fot}}$ com as temperaturas fotométricas “não corrigidas” $T_{\text{eff}}^{\text{fot}}$ em função da distância na Figura 7.5. A média das diferenças é 115 K e a média dos erros das diferenças é $\bar{\sigma}(T_{\text{eff}\emptyset}^{\text{fot}}) + \bar{\sigma}(T_{\text{eff}}^{\text{fot}}) = 297 + 139 = 436$ K. As grandes barras de erro observadas devem-se aos grandes erros introduzidos em $T_{\text{eff}\emptyset}^{\text{fot}}$ pela correção de extinção do modelo.

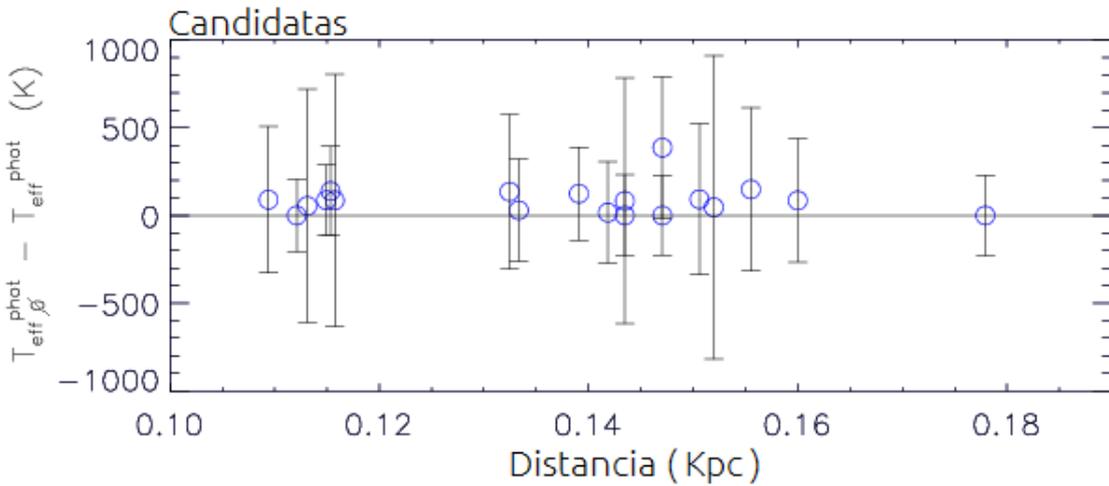


Figura 7.5. Diferença entre as temperaturas fotométricas “corrigidas” do avermelhamento $T_{\text{eff}\emptyset}^{\text{fot}}$ e “não corrigidas” $T_{\text{eff}}^{\text{fot}}$ das estrelas candidatas em função da distancia. Estimação de erros na Secão 7.2.1.

Em busca de correlações entre variáveis que pudessem evidenciar o esperado decrescimento da escala de temperatura efetiva fotométrica com a extinção, plotamos diferenças entre as temperaturas fotométricas não corrigidas e as espectroscópicas $T_{\text{eff}}^{\text{fot}} - T_{\text{eff}}^{\text{spec}}$ em função do avermelhamento na Figura 7.6. A regressão linear do gráfico, de coeficientes angular $m = -3628 \pm 3089$ e linear $b = 1 \pm 136$ K e coeficiente de correlação linear $R = -0.267$, não mostra tendência significativa.

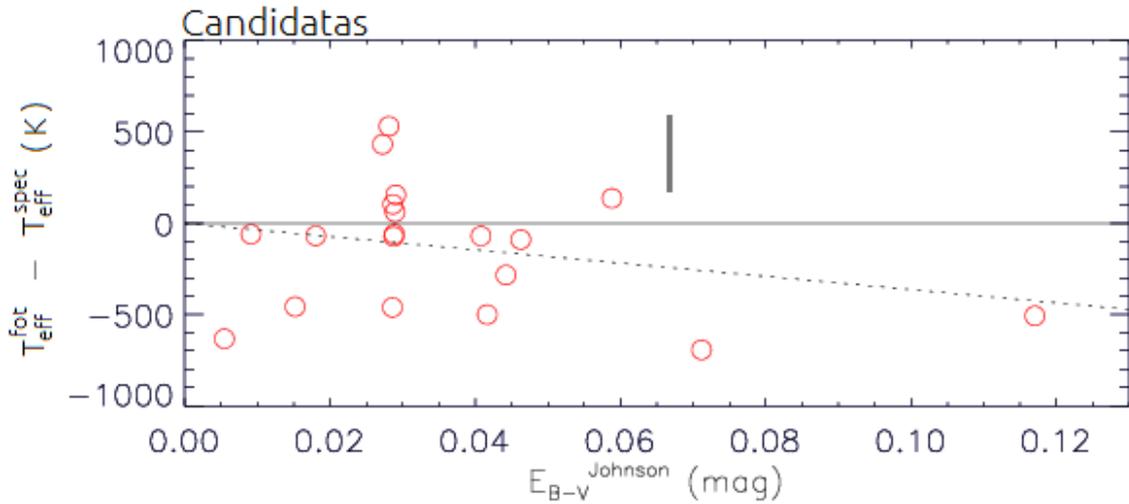


Figura 7.6. Diferença entre as temperaturas efetivas fotométricas e espectroscópicas das estrelas candidatas em função do avermelhamento. A regressão linear tem coeficiente angular $m = -3628 \pm 3089$, coeficiente linear $b = -1 \pm 136$ K, desvio padrão de regressão $\sigma_{reg} = 330$ K, e coeficiente de correlação linear $R = -0.267$. Na parte superior é mostrada a barra de erro vertical $\bar{\sigma}(T_{\text{eff}}^{\text{spec}}) + \bar{\sigma}(T_{\text{eff}}^{\text{fot}}) = 403$ K, o e erro médio horizontal (não plotado) é $\bar{\sigma}E_{B-V} = 0.105$ mag.

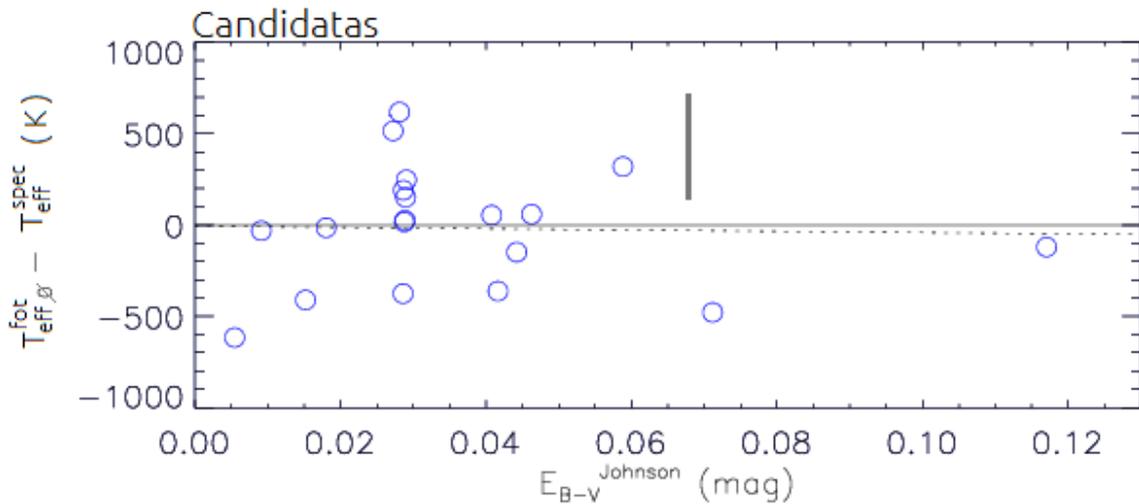


Figura 7.7. Diferença entre as temperaturas efetivas fotométricas “corrigidas” e espectroscópicas das estrelas candidatas em função do avermelhamento. A regressão linear tem coeficiente angular $m = -361 \pm 3088$, coeficiente linear $b = -6 \pm 136$ K, desvio padrão de regressão $\sigma_{reg} = 330$ K, e coeficiente de correlação linear $R = -0.028$. Na parte superior é mostrada a barra de erro vertical $\bar{\sigma}(T_{\text{eff}}^{\text{spec}}) + \bar{\sigma}(T_{\text{eff}}^{\text{fot},\theta}) = 561$ K, o erro médio horizontal (não plotado) é $\bar{\sigma}E_{B-V} = 0.105$ mag.

O gráfico correspondente, porém utilizando as temperaturas fotométricas “corrigidas” de avermelhamento $T_{\text{eff}}^{\text{fot}}$ em lugar das “não corrigidas” $T_{\text{eff}}^{\text{fot}}$ é apresentado na Figura 7.7, onde a regressão linear de coeficientes angular $m = -361 \pm 3088$ e linear $b = -6 \pm 136$ K e coeficiente de correlação linear $R = -0.028$, indica a completa ausência de tendências dentro do erro 1σ e o acordo das escalas de temperatura no origem de coordenadas para avermelhamento nulo é mantido em relação ao gráfico anterior. Também o coeficiente R indica menor grau de correlação com respeito ao gráfico anterior.

Segundo os resultados mostrados nesta seção não temos evidência que o avermelhamento é significativo. Todas as análises regressivas sugerem que os erros são grandes demais para que se possa chegar a uma conclusão.

7.3. Compatibilidade das Escalas de Temperatura

Comparamos os resultados de temperatura efetiva espectroscópica $T_{\text{eff}}^{\text{spec}}$ obtidos a partir dos índices espectroscópicos na Seção 7.1 com os resultados de temperatura efetiva fotométrica $T_{\text{eff}}^{\text{fot}}$ obtidos a partir das calibrações fotométricas na Seção 7.2.

Foi mencionado na Seção 2.2.2 que os parâmetros atmosféricos da amostra de estrelas de calibração foram extraídos principalmente de três autores: 39 estrelas contam com parâmetros atmosféricos de Ghezzi et al. (2010a,b) com temperaturas efetivas espectroscópicas, 16 estrelas de Porto de Mello et al. (2014) com temperaturas efetivas fotométricas e a partir da linha H- α , 7 estrelas de da Silva & Porto de Mello (2000) com temperaturas efetivas espectroscópicas, as 7 estrelas restantes de outros autores com temperaturas efetivas espectroscópicas. Cerca de 77 % da amostra conta com temperaturas espectroscópicas, sendo ~ 57 % temperaturas extraídas de Ghezzi et al. (2010a,b). A partir destas informações, é claro que as nossas temperaturas efetivas derivadas a partir dos índices espectroscópicos são principalmente influenciadas pela escala de temperatura espectroscópica, e tem grande influência da escala de temperatura espectroscópica da amostra de estrelas de Ghezzi et al. (2010a,b).

O primeiro passo então é rever, com ajuda das estrelas de calibração, a compatibilidade entre as escalas de temperatura efetiva espectroscópica e fotométrica. A escala de temperatura efetiva espectroscópica é representada pelas temperaturas efetivas da literatura usadas nas calibrações $T_{\text{eff}}^{\text{lit}}$ (listadas na Tabela 2.3) e

a escala de temperatura efetiva fotométrica $T_{\text{eff}}^{\text{fot}}$ é representada pelas temperaturas derivadas a partir da calibração fotométrica da Equação 7.1. A comparação é ilustrada na Figura 7.8. O primeiro gráfico é a comparação em torno ao eixo simétrico $X = Y$, onde se nota uma clara tendência de subestimação da $T_{\text{eff}}^{\text{fot}}$ para temperaturas altas em relação à do Sol, enquanto que para temperaturas baixas a tendência não é evidente devido à falta de estrelas nessa área do gráfico. A tendência geral é mais clara no gráfico do meio mediante as diferenças $T_{\text{eff}}^{\text{fot}} - T_{\text{eff}}^{\text{lit}}$ vs. $T_{\text{eff}}^{\text{lit}}$ onde a regressão linear dos pontos dispersos tem coeficiente angular $m = -0.228 \pm 0.027$ e coeficiente linear $b = 1337 \pm 158$ K. No gráfico de baixo plotamos o mesmo do que no gráfico do meio, mas com as 39 estrelas da amostra de Ghezzi et al. (2010a,b) em cor preto, com o objetivo de visualizar a influência da escala de temperatura espectroscópica dos últimos autores mencionados sobre a amostra de estrelas de calibração. Notamos que a tendência da dispersão não é causada apenas pelas temperaturas espectroscópicas de Ghezzi et al. (2010a,b) senão que é uma característica generalizada das $T_{\text{eff}}^{\text{spec}}$ da literatura consideradas em nosso trabalho. Por exemplo, o último círculo vermelho de direita para esquerda é a estrela HD20010 com $T_{\text{eff}}^{\text{lit}} = 6280$ K de Luck & Heither (2006), o círculo vermelho anterior é a estrela HD206860 com $T_{\text{eff}}^{\text{lit}} = 6106$ K de da Silva et al. (2011). Elucidamos que as temperaturas fotométricas e de H α derivadas por Porto de Mello et al. (2014) não são de influência significativa nas tendências porque estão dentro de uma faixa extremamente estreita entre $5750 \leq T_{\text{eff}}^{\text{lit}} \leq 5845$ K que compõem o grupo central de pontos dos gráficos.

Fazemos uma comparação análoga ao gráfico central da Figura 7.8, entre as $T_{\text{eff}}^{\text{spec}}$ (listadas na Tabela 7.1) e as $T_{\text{eff}}^{\text{fot}}$ (listadas na Tabela 7.2) das estrelas candidatas mediante o gráfico de diferenças $T_{\text{eff}}^{\text{fot}} - T_{\text{eff}}^{\text{spec}}$ vs. $T_{\text{eff}}^{\text{spec}}$ na Figura 7.9. A dispersão de pontos no gráfico apresenta uma tendência cuja regressão linear tem coeficiente angular $m = -0.991 \pm 0.158$, coeficiente linear $b = 5752 \pm 940$ K e coeficiente de correlação linear $R = -0.860$. A média entre as diferenças das temperaturas efetivas do eixo Y é -134 K. Como os nossos parâmetros estão vinculados aos das estrelas de calibração era esperado encontrarmos uma tendência pelo menos do mesmo grau de inclinação apresentado pela amostra de estrelas de calibração, contudo a tendência é muito mais pronunciada. As temperaturas efetivas fotométricas calculadas pela Equação 7.1 são dependentes das metalicidades derivadas pelos índices espectroscópicos. Para verificar se a tendência do gráfico superior da Figura 7.8 não foi influenciada por possíveis erros sistemáticos na derivação das metalicidades,

calculamos a regressão das diferenças de temperaturas $T_{\text{eff}}^{\text{fot}} - T_{\text{eff}}^{\text{spec}}$ em função de $[\text{Fe}/\text{H}]$, onde não foi encontrada tendência significativa.

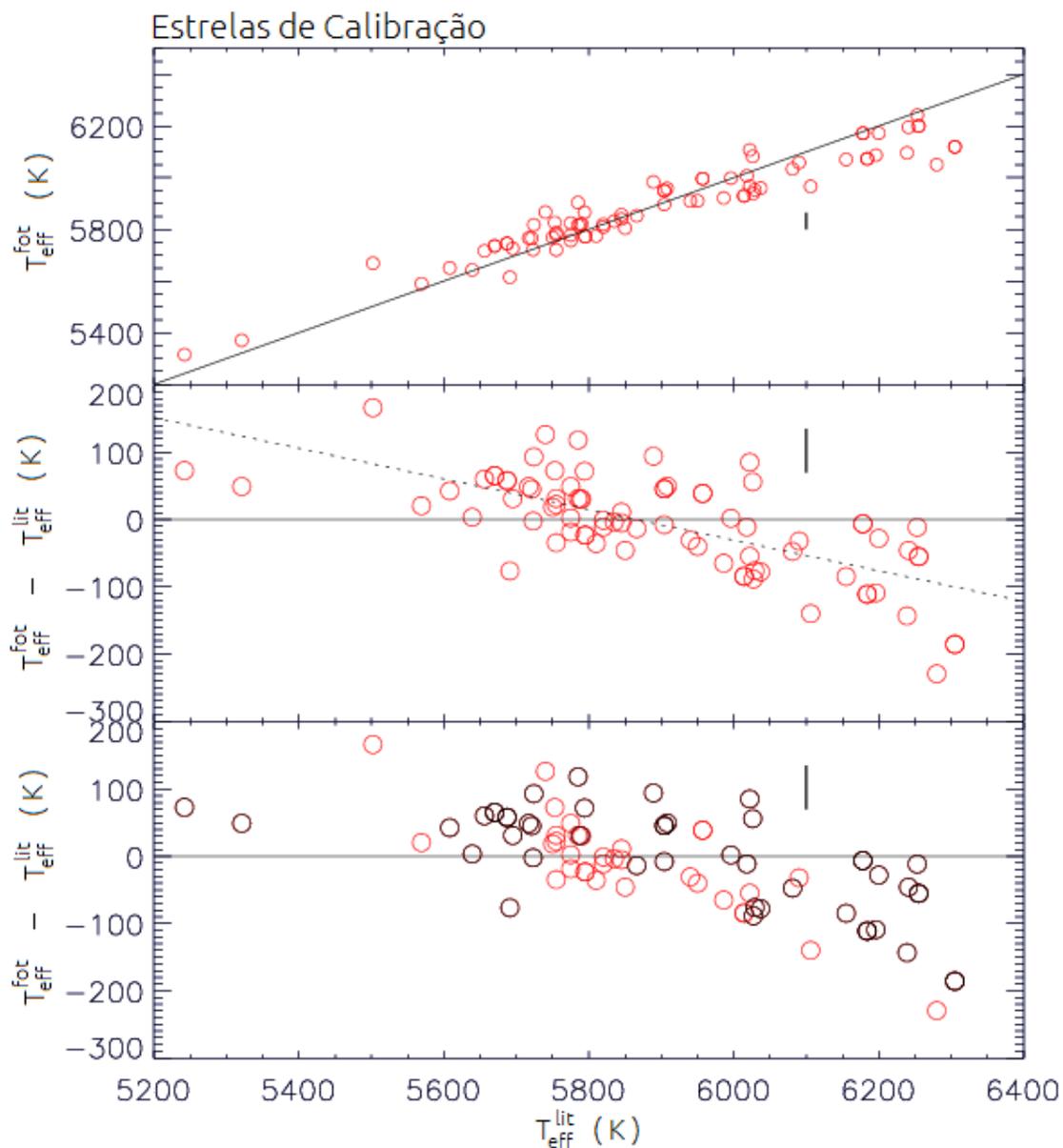


Figura 7.8. Comparação de escalas de temperatura efetiva da literatura $T_{\text{eff}}^{\text{lit}}$ e fotométrica $T_{\text{eff}}^{\text{fot}}$ para as estrelas de calibração. **Acima.** Comparação das temperaturas efetivas em torno do eixo simétrico $X = Y$. **Meio.** Diferenças de $T_{\text{eff}}^{\text{fot}} - T_{\text{eff}}^{\text{lit}}$ vs. $T_{\text{eff}}^{\text{lit}}$, a regressão linear dos pontos dispersos tem coeficiente angular $m = -0.228 \pm 0.027$, coeficiente linear $b = 1337 \pm 158 \text{ K}$, desvio padrão de regressão $\sigma_{\text{reg}} = 53 \text{ K}$ e índice de correlação linear $R = -0.69$. **Abaixo.** O mesmo que no gráfico do meio, mas com as estrelas com temperaturas de Ghezzi et al. (2010a,b) em cor preto. A barra preta vertical em cada gráfico é o erro interno da calibração das temperaturas fotométricas $\sigma_{\text{adj}} = 65 \text{ K}$.

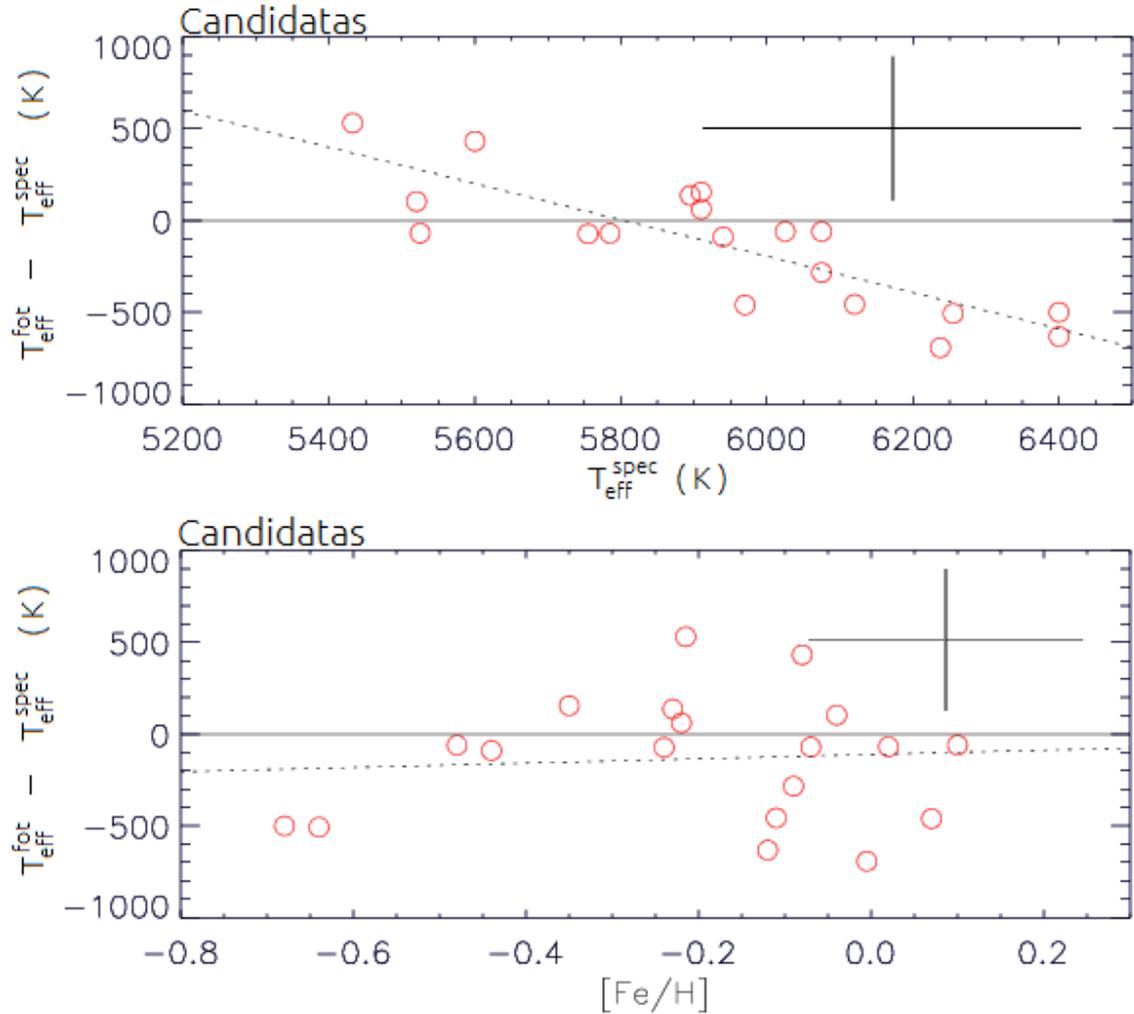


Figura 7.9. Acima. Comparação de escalas de temperatura efetiva fotométrica e espectroscópica da amostra de estrelas candidatas mediante as diferenças $T_{\text{eff}}^{\text{fot}} - T_{\text{eff}}^{\text{spec}}$ em função de $T_{\text{eff}}^{\text{spec}}$. A regressão linear tem coeficiente angular $m = -0.991 \pm 0.158$, coeficiente linear $b = 5752 \pm 940$ K, desvio padrão de regressão $\sigma_{\text{reg}} = 192$ K, e coeficiente de correlação linear $R = -0.828$. A barra de erro horizontal é a média dos erros das temperaturas efetivas espectroscópicas na [Tabela 7.1](#) $\bar{\sigma}(T_{\text{eff}}^{\text{spec}}) = 264$ K, a barra de erro vertical é a soma da barra de erro horizontal com a média dos erros das temperaturas efetivas fotométricas na [Tabela 7.2](#) $\bar{\sigma}(T_{\text{eff}}^{\text{spec}}) + \bar{\sigma}(T_{\text{eff}}^{\text{fot}}) = 403$ K. **Abaixo.** Distribuição das diferenças entre as temperaturas fotométrica e espectroscópica em função da metalicidade, os parâmetros de regressão são: $m = 119 \pm 357$, $b = -110 \pm 106$ K, $\sigma_{\text{reg}} = 341$ K, $R = 0.0784$. A barra de erro vertical é a mesma do que no gráfico acima, a barra de erro horizontal é a média dos erros das metalicidades na [Tabela 7.1](#) $\sigma[\text{Fe}/\text{H}] = 0.16$.

7.4. Possível Influência da Extinção Sobre as Discrepâncias Entre as Escalas de Temperatura das Candidatas

Na Seção 7.3 encontramos discrepâncias entre as escalas de temperatura efetiva fotométrica e espectroscópica. Essas discrepâncias mostram-se maiores nos resultados da amostra das estrelas candidatas em comparação com os resultados obtidos com a amostra das estrelas de calibração, como é mostrado pelos coeficientes angulares m dos gráficos $T_{\text{eff}}^{\text{fot}} - T_{\text{eff}}^{\text{lit}}$ vs. $T_{\text{eff}}^{\text{lit}}$ e $T_{\text{eff}}^{\text{fot}} - T_{\text{eff}}^{\text{spec}}$ vs. $T_{\text{eff}}^{\text{spec}}$ pertencentes às Figuras 7.8 e 7.9 respectivamente.

Nesta seção revisamos se a extinção sobre as cores fotométricas influenciou sobre as temperaturas fotométricas das candidatas de forma que pudesse incrementar a tendência esperada no gráfico $T_{\text{eff}}^{\text{fot}} - T_{\text{eff}}^{\text{spec}}$ vs. $T_{\text{eff}}^{\text{spec}}$ da Figura 7.9. Para esse propósito usamos as temperaturas fotométricas “corrigidas” estimadas mediante o modelo *Arenou*, mostradas na Tabela 7.3. Plotamos do mesmo modo que no gráfico da parte superior da Figura 7.9 as diferenças de temperatura fotométrica “corrigida” do avermelhamento $T_{\text{eff}\emptyset}^{\text{fot}}$ e temperatura efetiva espectroscópica $T_{\text{eff}}^{\text{spec}}$ em função de $T_{\text{eff}}^{\text{spec}}$ na Figura 7.10. A regressão linear apresenta coeficientes angular $m = -0.906 \pm 0.167$ e linear $b = 5384 \pm 994$ K, e coeficiente de correlação linear $R = -0.789$. A média entre as diferenças das temperaturas efetivas no eixo Y é -19 K.

Nesta análise utilizamos as diferenças $T_{\text{eff}}^{\text{fot}} - T_{\text{eff}}^{\text{spec}}$ como uma comparação entre duas grandezas que usam diferentes recursos para descrever a mesma característica macroscópica. Como a $T_{\text{eff}}^{\text{fot}}$ é principalmente dependente das cores fotométricas a través da distribuição do fluxo, é esperado que seja diretamente afetada por qualquer variação ou perturbação de origem inerente à física do meio entre o objeto emissor até o observador que as cores pudessem sofrer. Por outro lado a $T_{\text{eff}}^{\text{spec}}$ é completamente independente de avermelhamento, dependendo apenas do espectro de linhas de absorção.

Com o gráfico da Figura 7.10 mostramos que após a correção das subestimações das temperaturas efetivas fotométricas causadas pelo avermelhamento, a tendência da discrepância encontrada para as candidatas não muda significativamente em relação ao gráfico da Figura 7.9. A razão da ausência de mudança nas tendências entre os gráficos das figuras Figura 7.9 e 7.10 é porque as temperaturas efetivas fotométricas a serem corrigidas por causa do avermelhamento podem estar espalhadas

aleatoriamente ao longo do eixo X na ausência de um efeito sistemático, sem nenhuma razão para haver preferências por baixas ou altas $T_{\text{eff}}^{\text{spec}}$.

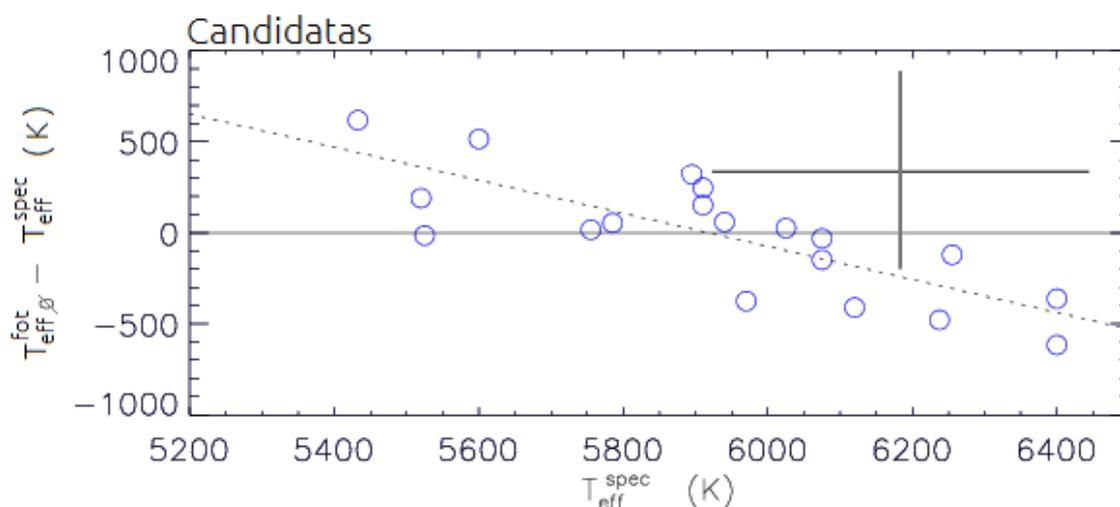


Figura 7.10. Diferença entre a temperatura fotométrica “corrigida” do avermelhamento $T_{\text{eff}\emptyset}^{\text{fot}}$ e a temperatura espectroscópica $T_{\text{eff}}^{\text{spec}}$ em função da temperatura espectroscópica $T_{\text{eff}}^{\text{spec}}$ para a amostra de estrelas candidatas. A regressão linear tem coeficiente angular $m = -0.909 \pm 0.167$, coeficiente linear $b = 5384 \pm 994$ K, desvio padrão de regressão $\sigma_{\text{reg}} = 203$, e coeficiente de correlação linear $R = -0.789$. A barra de erro horizontal $\bar{\sigma}(T_{\text{eff}}^{\text{spec}}) = 264$ K é a média dos erros das temperaturas efetivas espectroscópicas na Tabela 7.1, a barra de erro vertical $\bar{\sigma}(T_{\text{eff}}^{\text{spec}}) + \bar{\sigma}(T_{\text{eff}\emptyset}^{\text{fot}}) = 561$ K é a soma da barra de erro horizontal com a média dos erros das temperaturas efetivas fotométricas “corrigidas” Tabela 7.3.

Concluimos que o avermelhamento não influi nas discrepâncias de temperatura efetiva encontrada com a amostra de estrelas candidatas. Com isto, a partir da Figura 7.10, existe evidência que a discrepância entre as duas escalas de T_{eff} é real, e que para temperaturas efetivas superiores as do Sol, as temperaturas efetivas espectroscópicas são maiores que as fotométricas.

Esse problema existe e é bem comentado na literatura, porém não há ainda um consenso entre os autores em relação à compatibilidade entre as escalas de temperatura efetiva fotométrica e espectroscópica das estrelas anãs. Porto de Mello et al. (2008) num detalhado estudo do sistema binário Alfa Centauri, faz uma revisão das T_{eff} e os outros parâmetros atmosféricos determinados por diferentes autores. Além disso derivam as temperaturas efetivas espectroscópica $T_{\text{eff}}^{\text{spec}}$, $T_{\text{eff}}^{\text{spec}}$ de H α , e fotométrica $T_{\text{eff}}^{\text{fot}}$. Eles encontraram bom acordo entre os três critérios para a componente primária do sistema, que possui temperaturas efetivas próximas à do Sol. Enquanto isso para a componente secundária do sistema que possui temperaturas efetivas ~ 500 K menores às do Sol, foi encontrado que a $T_{\text{eff}}^{\text{spec}}$ é ~ 140 K maior às

temperaturas derivadas mediante os outros dois métodos. No trabalho os autores apontam como possível causa das discrepâncias das escalas de temperatura a possibilidade da existência de efeitos não-ETL. Também nota-se neste artigo que em geral as determinações feitas pelos diferentes autores usando o método espectroscópico são maiores do que as feitas a partir da fotometria.

Ramírez et al. (2007) analisando uma extensa amostra de estrelas anãs, encontram importantes desacordos entre as escalas de temperatura espectroscópica $T_{\text{eff}}^{\text{spec}}$ e as derivadas mediante o método IRFM para as temperaturas frias $T_{\text{eff}} \sim 5000$ K, enquanto que o acordo é aceitável para $T_{\text{eff}} \sim 6000$ K. Esses resultados são apoiados por Ramírez & Meléndez et al. (2004), Yong et al. (2004), Luck & Heither (2006).

Valenti & Fisher et al. (2005) derivam $T_{\text{eff}}^{\text{spec}}$ mediante a técnica de ajuste espectroscópico sintético. Nesse estudo não é encontrada uma discrepância entre $T_{\text{eff}}^{\text{spec}}$ e $T_{\text{eff}}^{\text{fot}}$, mas as diferenças são visivelmente importantes para temperaturas superiores a 5500 K; havendo uma clara tendência em função da metalicidade, evidenciando T_{eff} obtidas a partir do método IRFM até ~ 500 K superiores para $[\text{Fe}/\text{H}] < -0.8$ (ver figuras 18 e 19. no artigo).

Por outro lado, Casagrande et al. (2006) derivam uma escala de T_{eff} baseada no IRFM e encontram bom acordo com a escala de temperatura efetiva espectroscópica. Os autores argumentam que os desacordos entre as escalas de temperatura efetiva encontrados por outros autores poderiam ser devidos, em parte, às incertezas nas diferentes calibrações de fluxo adotadas. Além disso, sugerem que determinações de T_{eff} diretas obtidas a partir dos diâmetros angulares de uma boa amostra de estrelas anãs G e K poderiam ser de grande ajuda no esclarecimento dos desacordos. Esses resultados foram apoiados por Masana et al. (2006), quem encontram bom acordo entre as duas escalas de temperatura (dentro de ~ 30 K) ajustando espectros sintéticos com os espectros observados na faixa IR até o visível, para anãs FGK e subgigantes.

Dutra Ferreira (2014) encontra que a escala de metalicidades obtidas a partir de parâmetros atmosféricos preestabelecidos (T_{eff} diretas obtidas a partir dos diâmetros angulares e T_{eff} obtidas pelo método IRFM) está menos sujeita a possíveis efeitos sistemáticos da metodologia de análise em comparação com a escala obtida com espectroscopia clássica. Também foi encontrado que a lista de linhas usadas para a determinação de T_{eff} é um fator de grande importância na análise espectroscópica, e deve ser cuidadosamente selecionada em função do tipo espectral da estrela a analisar. A conclusão é sustentada com base no conhecimento das possíveis manifestações dos efeitos não-ETL evidentes em linhas com excesso de ionização.

Essa discussão brevemente resumida a partir da ampla informação disponível na literatura mostra que há controvérsia sobre as causas das possíveis discrepâncias entre as escalas de temperatura efetiva, e as causas mais citadas são os efeitos não-ETL e inadequações na descrição dos modelos atmosféricos.

7.5. Análogas Solares Fracas

Consideramos todas as estrelas com nota 1, 2 e 3 na Tabela 7.1 como boas análogas solares fracas. Para facilidade do leitor reunimos as temperaturas efetivas espectroscópicas e fotométricas das Tabelas 7.1 e 7.2 das análogas solares na Tabela 7.4, na qual consideramos as $T_{\text{eff}}^{\text{fot}}$ sem a correção de avermelhamento.

As discrepâncias das escalas de temperatura apresentadas na Seção 7.3 não afetam excessivamente a seleção de estrelas análogas de nota 1, ou seja, as temperaturas efetivas fotométricas são próximas às do Sol dentro do margem de erro 1σ com exceção de HIP 67692 cuja temperatura fotométrica alcança a do Sol apenas dentro da incerteza 3σ . Os parâmetros de metalicidade e gravidade superficial das candidatas de nota 1 são próximos dentro da incerteza 1σ .

Para as outras estrelas da lista as temperaturas espectroscópicas são próximas à do Sol dentro das incertezas de 1σ a 2σ , e as temperaturas fotométricas são próximas à do Sol dentro das incertezas de 1σ a 2σ , com exceção de HIP 53990 cuja temperatura fotométrica é próxima à do Sol apenas dentro da incerteza 3σ . Os parâmetros de metalicidade e gravidade superficial destas estrelas são próximos aos do Sol dentro das incertezas 1σ a 2σ . Retiramos a estrela HIP 56870 (indicada na Tabela 7.1 com nota 1) da tabela da nossa lista de análogas na Tabela 7.4 por contar com parâmetros espectroscópicos não confiáveis, devido a que a temperatura efetiva espectroscópica alcança o limite de aplicabilidade das temperaturas definido nas calibrações.

Na Tabela 7.4 reunimos também os parâmetros atmosféricos espectroscópicos $[\text{Fe}/\text{H}]$ e $\log g$ mostrados na Tabela 7.1. Além disso, mostramos o cálculo das médias entre as temperaturas efetivas espectroscópicas e fotométricas, as magnitudes visuais absolutas M_V e as magnitudes bolométricas M_{bol} no sistema fotométrico Johnson sem considerar o avermelhamento. As M_{bol} foram obtidas mediante as correções bolométricas publicadas por Flower (1996). As magnitudes M_V e M_{bol} são mostradas como critérios informativos adicionais, mas eles não são essenciais na seleção de análogas solares, já que estes objetos são selecionados a partir de distribuições do fluxo, apenas.

Apresentamos na Figura 6.14 a distribuição das análogas solares no gráfico das diferenças entre as temperaturas efetivas fotométricas e espectroscópicas em função das temperaturas efetivas espectroscópicas. Pode-se ver que as análogas cujos parâmetros atmosféricos são próximos aos do Sol dentro das incertezas 1σ (assinaladas nas Tabelas 6.1 e 6.5 com nota 1) estão preferencialmente localizadas perto do centro onde um bom acordo é dado com a temperatura efetiva solar.

Sugerimos como as melhores análogas solares fracas as estrelas HIP 55619, HIP 67692, HIP 991, HIP 107605 e HIP 73234 (assinaladas com nota 1 na Tabela 7.4). Destas estrelas, quatro têm M_V e M_{bol} compatíveis com os valores solares, e apenas HIP991 discorda do Sol em magnitude absoluta.

Como análogas solares fracas de segunda classe sugerimos HIP 6089, HIP 53990, HIP 10663, HIP 11826, HIP 69477, HIP 5811. Destas estrelas, apenas HIP 5811 não tem bom acordo com o Sol em magnitudes absolutas.

Na ausência de evidência clara de avermelhamento na distribuição de fluxo dessas, sugerimos que as nossas análogas solares fracas podem ser usadas com sucesso como representação do espectro solar no céu noturno, dentro das incertezas especificadas.

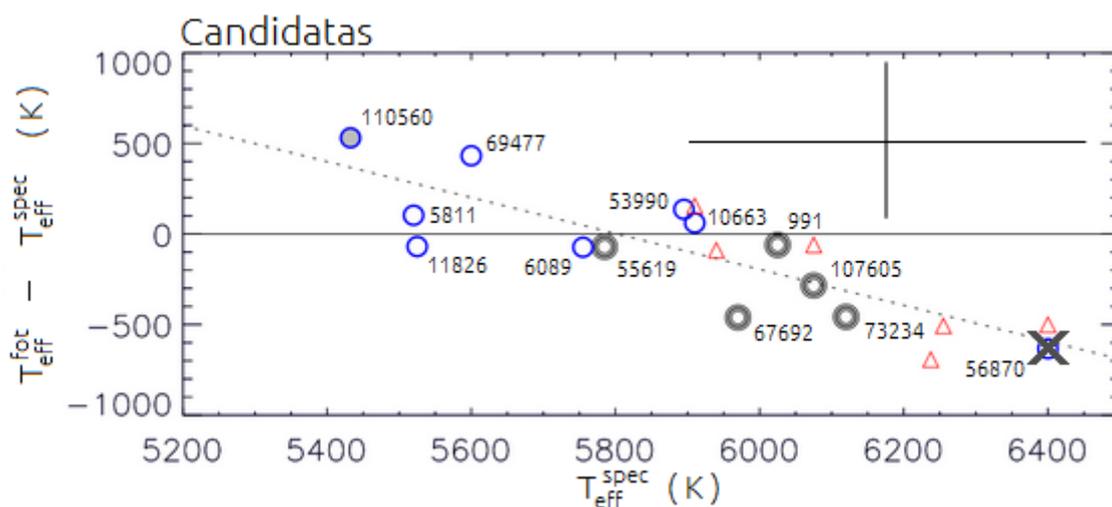


Figura 7.11. Diferença entre as temperaturas efetivas fotométricas e espectroscópicas das estrelas candidatas em função da temperatura efetiva espectroscópica. O gráfico é o mesmo que o gráfico da parte superior da Figura 6.6, mas com a simbologia usada nas Figuras 6.1, 6.2 e 6.3 para mostrar as análogas solares selecionadas mediante o método dos índices espectroscópicos. Também são colocados os nomes das análogas perto dos símbolos. A estrela HIP 56870 que foi retirada da nossa lista de análogas é mostrada com o símbolo X sobrescrito.

Tabela 7.4. Parâmetros atmosféricos espectroscópicos e fotométricos das análogas solares

Na primeira coluna apresentamos o número de catálogo HIP das análogas solares fracas. Na segunda coluna são apresentadas as determinações de temperatura efetiva espectroscópica derivadas a partir dos índices espectrais. Na terceira coluna são apresentadas as derivações de temperatura efetiva fotométrica. Na quarta coluna mostramos a média ponderada das temperaturas efetivas espectroscópica e fotométrica, considerando como pesos os inversos das incertezas. Na quinta e sexta colunas mostramos as metalicidades e gravidades superficiais derivadas a partir dos índices espectrais, respectivamente. Na sétima e oitava colunas apresentamos a magnitude visual absoluta e a magnitude bolométrica, respectivamente, ambas foram calculadas sem considerar a extinção. As magnitudes bolométricas foram obtidas usando as correções bolométricas de Flower (1996). Na última coluna reunimos as qualificações de similaridade com respeito ao Sol, que foram atribuídas às análogas na derivação de parâmetros atmosféricos espectroscópicos (última coluna da Tabela 7.1) com as qualificações de similaridade no cálculo das temperaturas efetivas fotométricas (última coluna da Tabela 7.2).

HIP	$T_{\text{eff}}^{\text{spec}}$ (K)	$T_{\text{eff}}^{\text{fot}}$ (K)	$T_{\text{eff}}^{\text{média}}$ (K)	[Fe/H]	$\log g$	M_V	M_{bol}	nota
Sol	5777	5777	5777	0	4.44	4.82	4.75	–
55619	5785 ± 331	5714 ± 100	5730 ± 25	-0.07 ± 0.21	4.20 ± 0.34	4.83 ± 0.50	4.779	1a
67692	5970 ± 306	5509 ± 122	5640 ± 208	0.07 ± 0.17	4.14 ± 0.32	5.02 ± 0.78	4.877	1c
991	6025 ± 332	5965 ± 242	5990 ± 30	0.10 ± 0.18	4.62 ± 0.41	5.72 ± 0.17	5.739	1a
107605	6075 ± 414	5791 ± 150	5866 ± 126	-0.09 ± 0.26	4.72 ± 0.43	5.14 ± 0.72	5.109	1a
73234	6120 ± 422	5662 ± 278	5844 ± 224	-0.11 ± 0.28	4.40 ± 0.44	6.73 ± 0.91	6.689	1a
6089	5755 ± 302	5682 ± 129	5703 ± 34	-0.24 ± 0.22	4.82 ± 0.42	5.46 ± 0.65	5.344	2a
53990	5895 ± 233	6031 ± 116	5985 ± 64	-0.23 ± 0.14	4.24 ± 0.23	5.09 ± 0.82	5.102	2c
10663	5910 ± 230	5971 ± 113	5950 ± 29	-0.22 ± 0.13	4.31 ± 0.25	4.89 ± 0.82	4.883	2b
111826	5525 ± 167	5456 ± 243	5496 ± 34	0.02 ± 0.11	4.20 ± 0.27	5.33 ± 0.49	5.109	2b
69477	5600 ± 149	6032 ± 231	5769 ± 211	-0.08 ± 0.09	4.20 ± 0.21	4.84 ± 0.61	4.761	2b
5811	5520 ± 135	5623 ± 77	5585 ± 50	-0.04 ± 0.09	4.30 ± 0.21	5.42 ± 0.52	5.346	2b
110560	5433 ± 258	5963 ± 115	5799 ± 245	-0.22 ± 0.18	4.26 ± 0.24	4.49 ± 0.74	4.421	3b

Capítulo 8

Conclusões e Perspectivas

Buscando atender a crescente demanda de estrelas fracas que possam ser utilizadas como representantes do fluxo do Sol no céu noturno em observações de telescópios de grande porte 8 -10 m, reunimos uma amostra de 41 estrelas, as que chamamos candidatas a análogas solares, e que foram selecionadas usando como únicos dados disponíveis as cores fotométricas ($B - V$) e as magnitudes aparentes visuais nos sistemas fotométricos Johnson e Tycho disponíveis no Catálogo Hipparcos.

Observamos espectroscopicamente parte da amostra de estrelas candidatas na região em torno da linha $H\alpha$ com o objetivo de determinar seus parâmetros atmosféricos (T_{eff} , $[\text{Fe}/\text{H}]$ e $\log g$) espectroscopicamente. O objetivo é comparar estes parâmetros com os do Sol, para dessa maneira poder estabelecer com bom grau de precisão se as estrelas analisadas podem representar a distribuição de fluxo solar no céu noturno.

Tomamos espectros de baixa resolução e baixa relação sinal-ruído (S/R) de 22 estrelas da amostra de candidatas, dos quais os espectros de 19 foram reduzidos e utilizados em nossa análise. Conhecendo as limitações que apresentam os espectros de resolução e S/R baixas, ao apresentarem linhas espectrais misturadas e mal definidas, decidimos derivar parâmetros atmosféricos mediante a técnica de índices espectrais.

Para o desenvolvimento da técnica dos índices espectrais, tomamos como vantagens os resultados apresentados por outros autores, que demonstram que os índices espectrais apresentam, em boa aproximação, boa resposta a um inter-relacionamento dos parâmetros atmosféricos. Para a aplicação da técnica observamos como estrelas de calibração uma amostra de objetos com parâmetros atmosféricos bem determinados, na sua maioria, por técnicas espectroscópicas de alta precisão, e tomamos seus espectros da mesma maneira em que foram observadas as estrelas candidatas a análogas solares. Calibramos os índices espectrais a partir de métodos automatizados de regressões *stepwise*, e discriminamos os índices úteis que respondem de da melhor forma às inter-relações entre os parâmetros atmosféricos. Com as relações quadráticas dos índices úteis derivamos parâmetros atmosféricos espectroscópicos mediante o método de mínimos quadrados.

Determinamos que a partir de nosso método podem ser determinados parâmetros atmosféricos (T_{eff} , $[\text{Fe}/\text{H}]$ e $\log g$) com uma precisão de $\sim \pm$ (250 K, 0.15 dex, 0.35 dex) para espectros com $S/R \sim 100$ e uma precisão de $\sim \pm$ (150 K, 0.07 dex, 0.20 dex) para espectros com $S/R \geq 250$.

Calculamos também temperaturas efetivas fotométricas a partir das cores ($B - V$) do sistema Johnson, e considerando as distâncias das nossas candidatas (80 – 200 pc) avaliamos a possibilidade das temperaturas efetivas fotométricas serem afetadas pela extinção. Encontramos discrepâncias entre as duas escalas de temperatura efetiva ao comparar os nossos resultados de temperaturas efetivas fotométricas $T_{\text{eff}}^{\text{fot}}$ e espectroscópicas $T_{\text{eff}}^{\text{spec}}$. Esses resultados já foram encontrados por diversos autores, e ainda há controvérsias sobre as causas desta discrepância, sendo as manifestações não-ETL nas linhas espectrais as possíveis explicações mais citadas.

Usamos os nossos resultados da extinção para averiguar a possibilidade de serem a causa das discrepâncias entre as escalas de temperatura efetiva, ou se pelo menos tem algum grau de contribuição. O resultado foi que não encontramos nenhuma evidência estatística sólida para comprova-lo.

Nossa análise com as estimações de extinção mostrou que para análogas com $V > 11$ o avermelhamento provavelmente será significativo. Podemos ver que as estimações de extinção e avermelhamento para algumas centenas de parsecs não são confiáveis devido a que introduzem erros muito altos, estes erros são principalmente devido aos dados de construção do modelo e aos grandes erros nas medições das paralaxes do satélite Hipparcos.

A escassez de ferramentas que permitirem estimar extinções para estrelas de distâncias ~ 200 pc com bom grau de precisão, significa um problema importante na busca de análogas mais fracas, por exemplo, para serem utilizadas na busca de objetos do Cinturão de Kuiper cujos objetos normalmente tem $V > 20$ mag.

Concluimos que para o uso com a nova geração de telescópios de grande porte 30–40 m. outros expedientes deverão ser usados para permitir o uso de análogas solares identificadas com confiança, sendo as melhores possibilidades o uso de filtros de densidade neutra e bloqueadores mecânicos de fluxo.

Propomos como extensão de este estudo no futuro, a observação e análise espectroscópica com resolução e S/R altos para determinar com menor grau de incerteza os parâmetros atmosféricos das análogas solares apresentados neste trabalho.

Propomos concluir as observações da amostra de candidatas a análogas fracas no hemisfério norte em baixa ou alta resolução. Além disso, acrescentar a informação das cores fotométricas que já possuímos para as melhores candidatas, por exemplo, no 2MASS e no futuro catálogo GAIA.

Referências

- Alvarez-Candal, A., Duffard, R., Lazzaro, D., & Michtchenko, T. 2006, *A&A*, 459, 969
- Arenou, F., Grenon, M., & Gómez, A. 1992, *A&A*, 258, 104
- Arenou, F., & Morin, D. 1988, *ESOC*, 28, 269
- Bensby, T., Feltzing, S., & Lundström, I. 2003, *A&A*, 410, 527
- Blackwell, D.E., & Shallis, M.J. 1977, *MNRAS*, 180, 177
- Blackwell D.E., Booth A.J., Legget S.K., Mountain C.M., & Selby M.J. 1986, *MNRAS*, 221, 427
- Blackwell D.E., Lynas-Gray A.E., & Petford A.D. 1991, *A&A*, 245, 567
- Casagrande, L., Portinari, L., & Flynn, C. 2006, *MNRAS*, 373, 13
- Castelli, F., Kurucz, R. L. 2004, *astro.ph*, 5087
- Cayrel de Strobel, G. Knowless, N., Hernandez, G., & Bentolila, C. 1981, *A&A*, 94, 1
- Cayrel de Strobel, G. 1996, *A&A*, Rv, 7, 243
- da Silva, R., Milone, A. C., & Reddy, B. E. 2011, *A&A*, 526, 71
- da Silva, L., & Porto de Mello, G. F. 2000, *IAUS*, 198, 495
- 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, 84
- Lorenzo-Oliveira, D. 2011, *A relação entre Atividade Cromosférica e Idade em Estrelas de Tipo Solar: O tripleto Infravermelho do Ca II*, Dissertação de Mestrado, Observatório do Valongo, UFRJ
- Dutra-Ferreira, L. 2014, *Parâmetros Atmosféricos em Estrelas Anãs e Gigantes Frias e Sua Conexão com a Presença de Anãs marrões e Exoplanetas*, Tese de Doutorado, Observatório do Valongo, UFRJ
- Duffard, R., de León, J., Licandro, J., Lazzaro, D., & Serra-Ricart, M. 2006, *A&A*, 456, 775
- Edvardsson, B., Andersen, J., Gustafsson, B., Lambert, D. L., Nissen, P. E., & Tomkin, J. 1993, *A&A*, 275, 101
- Flower, Phillip J. 1996, *Apj*, 469, 355
- Gottlieb, David M., Upson, & Walter L., II 1969, *Apj*, 157, 611
- Gray, David F. 1992, *PASP*, 104, 1035
- Ghezzi L., Cunha K., Smith V.V., de Araujo F.X., & Schuler S.C., *ApJ*, 2010, 720, 1290
- Ghezzi, L., Cunha, K., Schuler, S. C., & Smith, V. V. *ApJ*, 725, 721
- Ghezzi, L., Dutra-Ferreira, L.; Lorenzo-Oliveira, D., Porto de Mello, G. F., Santiago, B. X., De Lee, N., Lee, B. L., da Costa, L. N., Maia, M. A. G., Ogando, R. L. C., Wisniewski, J. P., González H., J. I.; Stassun, K. G.; Fleming, S. t W., Schneider, D. P., Mahadevan, S., Cargile, P., Ge, J., Pepper, J., & Wang, J., Paegert, M. 2014, *AJ*, 148, 105
- Gustafsson, B., Bell, R. A., Eriksson, K., & Nordlund, A. 1975, *A&A*, 42, 407
- Hardorp, J. 1978, *A&A*, 63, 383
- Hardorp, J. 1982, *A&A*, 105, 120
- Hoeg, E., Bässgen, G., Bastian, U., Egret, D., Fabricius, C., Großmann, V., Halbwegs, J. L., Makarov, V. V., Perryman, M. A. C., Schwekendiek, P., Wagner, K., & Wicenc, A. 1997, *A&A*, 323, 57
- Kurucz, R. L. 2005, *MSAIS*, 8, 189
- Kurucz, R. 1993, CD-ROM No. 13, *ATLAS 9 Stellar Atmosphere Programs and 2 km s⁻¹ Grid* (Cambridge, Mass.: Smithsonian Astrophysical
- Luck, R. E., & Heiter, U. 2006, *AJ*, 131, 3069
- Moore, C.E., Minnaert, M.M., & Houtgast, J. 1966, *The Solar Spectrum from 2935 Å to 8770 Å*, *Nat. Bur. Std., U.S. Monograph* 61
- Neckel, H. 1986, *A&A*, 159, 175
- Neckel, H. 1986, *A&A*, 169, 194
- Neckel, Th., Klare, G. 1980, *A&AS*, 42, 251
- Nidever, David L., Marcy, Geoffrey W., Butler, R. Paul, Fischer, Debra A., Vogt, & Steven S. 2002 *ApJS*, 141, 503

Masana, E., Jordi, C., & Ribas, I. 2006, A&A, 313, 873
Pepe, F.; Correia, A. C. M.; Mayor, M.; Tamuz, O.; Couetdic, J.; Benz, W.; Bertaux, J.-L.; Bouchy, F.; Laskar, J.; Lovis, C. mais 6 co-autores, 2007, A&A, 462, 769
Perryman, M. A. C.; Lindegren, L.; Kovalevsky, J.; Hoeg, E.; Bastian, U.; Bernacca, P. L.; Crézé, M.; Donati, F.; Grenon, M.; Grewing, M. mais dez co-autores, 1997, A&A, 323, 49
Porto de Mello, G.F., & da Silva, L. 1997, ApJ, 482, L89
Porto de Mello, G. F., da Silva, R., da Silva, L., & de Nader, R. V. 2014, A&A, 563, 52
Ramírez, I. & Melendez, J. 2005, Apj, 626, 446
Ramírez, I., Allende-Prieto, C., & Lambert, D.L. 2007, A&A, 465, 271
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., et al. 2007, ApJS, 169, 430
Saxner, M., & Hammarbäck, G. 1985, A&A, 151, 372
Schlegel, D. J.; Finkbeiner, D. P.; Davis, M. 1998, ApJ, 500, 525
Schmidt-Kaler Th., 1982, in LAndot-Bornstein, Springer Verlag, vol. 2, p.1
Valenti, J. A., & Fischer, D. A. 2005, ApJS, 159, 141
Yong, D., Lambert, D. L., Allende Prieto, C. & Paulson D. B. 2004, ApJ, 603, 697