

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

Parâmetros Atmosféricos de Anãs M da Vizinhança Solar

Autora:  
Ellen Costa de Almeida

Orientador:  
Dr. Gustavo Frederico Porto de Mello

**Projeto de Final de Curso para a obtenção do título de Astrônoma**

Novembro de 2019

*“One must still have chaos in oneself to be able to give birth to a dancing star.”*

Friedrich Nietzsche

*Às estrelas que cruzaram meu caminho.*



# *Agradecimentos*

À minha mãe, minha luz, por todo o amor incondicional que me deu durante nossos 18 anos juntas e por ter sido a primeira da família a acreditar e apoiar meu sonho de ser astrônoma.

Ao meu pai, a pessoa mais importante desse mundo, pelo apoio, carinho, cuidado, afeto e amor desde sempre. Sua existência me deu forças para continuar mesmo depois da maior tempestade que enfrentei.

Ao meu irmão, meu eterno melhor amigo, por ter sido aquele que mais me moldou a ser a pessoa que sou. Você faz com que haja doçura no riso das estrelas.

À minha irmã “mais maior de grande”, por ter feito tudo que estava ao seu alcance para me ver feliz.

Às famílias que nasci, construí e que me adotaram por onde passei, pelo companheirismo e pelas risadas. Vocês tornaram esse caminho muito mais leve de se trilhar. “Só posso pensar que, embora eu talvez exista em outros universos, nenhum deles é tão doce quanto este”.

À Maria e ao Diego, por toda a atenção, paciência e ajuda que me deram durante este período conturbado que foi a conclusão do projeto.

Ao meu orientador Gustavo F. Porto de Mello, pelos ensinamentos, pela amizade e por ter confiado a mim este projeto tão especial.

Aos mestres, professores e aprendizes da Associação de Taekwondo da Ilha do Governador, por todos os ensinamentos. Sempre farei com que a cortesia, integridade, perseverança, autocontrole e espírito indomável continuem sendo meus princípios de vida. Vocês fizeram dos treinos uma das melhores horas dos meus dias.

Às pessoas que compartilharam comigo seu amor pela Astronomia e me inspiraram a seguir nesta área, em especial ao Matheus Costa, Luma Cerqueira, Leonardo Ferreira e ao John Boswell, criador do Melodysheep.

Aos professores, por todas as lições que me possibilitaram evoluir como pessoa, estudante e profissional, em especial ao Alex Arruda, Bira Benício, Gustavo Porto, Luan Ghezzi, Thiago Signorini, Raimundo Rocha e Eduardo Fraga. Me considero muito sortuda por tê-los conhecido.

À equipe administrativa e aos técnicos do Observatório do Valongo e da UFRJ, pelo esforço e dedicação que colocam diariamente no trabalho.

À equipe do Observatório do Pico dos Dias, por todo o apoio e serviço prestado durante as observações.

Ao CNPq, pela bolsa de iniciação científica durante todo o projeto.

## *Resumo*

### **Parâmetros Atmosféricos de Anãs M da Vizinhança Solar**

por Ellen Costa de Almeida

As anãs M são as estrelas mais numerosas da Galáxia, representando cerca de 70% das estrelas próximas. Elas são as principais candidatas a possuir planetas rochosos e muito provavelmente o primeiro exoplaneta habitável será detectado e caracterizado ao redor de uma anã M, tornando estas estrelas extremamente relevantes para a Astrobiologia e para as ciências planetárias. Mesmo sendo tão importantes neste cenário, nosso conhecimento acerca de suas propriedades, até mesmo da estimativa acurada do seu censo, permanecem muito atrasadas em respeito às estrelas mais massivas. Dessa forma, nosso objetivo é ampliar o conhecimento acerca da temperatura e metalicidade dessas estrelas pouco exploradas utilizando espectros de resolução moderada ( $R \sim 12000$ ) e  $S/R \gtrsim 100$ , no infravermelho próximo, obtidos com o espectrógrafo coudé do telescópio brasileiro de 1.6 m no Observatório do Pico dos Dias. Criamos um sistema de índices espectrais e derivamos, a partir da PCA, uma calibração competitiva capaz de derivar temperaturas efetivas e metalicidades com erros internos inferiores a 90 K e 0.12 dex, respectivamente. Derivamos parâmetros atmosféricos para 178 estrelas e encontramos um bom acordo com resultados estimados por outros métodos.

## *Abstract*

### **Atmospheric Parameters of M Dwarfs in the Solar Neighborhood**

by Ellen Costa de Almeida

M dwarfs are the most numerous stars in the Galaxy, accounting for more than 70% of nearby stars. They are prime candidates to shelter Earth-like planets, thus the first habitable exoplanet will probably be detected and characterized around a M dwarf, making these stars extremely relevant to both Astrobiology and planetary science. Even though they are hotspots in this scenario, our knowledge of their properties and even their accurate census stills lags behind with respect to more massive stars. We aim to improve our knowledge of the effective temperature and metallicity of nearby, still poorly studied M dwarfs, by means of moderate resolution ( $R \sim 12000$ ),  $S/R \gtrsim 100$  NIR spectra obtained with the coudé spectrograph of the Brazilian 1.6m telescope in Observatório do Pico dos Dias. We created a system of spectral indices and derived a competitive PCA calibration able to derive the effective temperatures and metallicities with internal errors smaller than 90 K and 0.12 dex, respectively. We derived atmospheric parameters for 178 stars and found a good agreement when comparing with other estimations.



# Sumário

Agradecimentos	v
Resumo	vii
Abstract	viii
Sumário	ix
Lista de figuras	xi
Lista de tabelas	xv
<b>1 Introdução</b>	<b>1</b>
<b>2 Seleção da amostra</b>	<b>7</b>
2.1 Amostra Hipparcos . . . . .	7
2.2 Amostra Winters . . . . .	7
2.3 Calibradoras de $T_{ef}$ e $[Fe/H]$ . . . . .	8
<b>3 Observações e Redução</b>	<b>11</b>
3.1 Especificações Técnicas . . . . .	11
3.2 Redução dos Espectros . . . . .	12
3.2.1 Tratamento Inicial . . . . .	13
3.2.1.1 Correção do <i>Flat-Field</i> . . . . .	18
3.2.2 Escala de Comprimento de Onda . . . . .	22
3.2.3 Calibração em Fluxo . . . . .	27
3.2.4 Velocidade Radial e Correção Doppler . . . . .	30
3.2.5 Normalização . . . . .	36
<b>4 Construção dos Índices Espectrais</b>	<b>41</b>
4.1 Definição dos Índices . . . . .	42
4.2 Medição dos Índices . . . . .	42
4.3 Verificação dos Índices . . . . .	43

<b>5</b>	<b>Obtenção dos Parâmetros Atmosféricos</b>	<b>47</b>
5.1	Análise de Componentes Principais . . . . .	47
5.2	Construção da Calibração . . . . .	51
5.3	Análise Estatística da Calibração . . . . .	55
5.4	Derivação dos Parâmetros Atmosféricos para a Amostra de Estudo . . . .	62
5.4.1	Passo-a-passo: <i>Script</i> em R . . . . .	63
5.5	Comparação de Resultados . . . . .	64
<b>6</b>	<b>Conclusões e Perspectivas</b>	<b>69</b>
<b>A</b>	<b>Casos Especiais: Binárias</b>	<b>73</b>
A.0.1	HIP 80018 . . . . .	73
A.0.2	GJ 3193 . . . . .	74
A.0.3	LTT 7246 . . . . .	74
A.0.4	HIP 33499 . . . . .	75
A.0.5	GJ 896 . . . . .	75
<b>B</b>	<b>Índices Espectrais</b>	<b>77</b>
<b>C</b>	<b>Resultados: Parâmetros Atmosféricos</b>	<b>83</b>
	<b>Referências Bibliográficas</b>	<b>97</b>

# Lista de Figuras

1.1	Diagrama Hertzsprung-Russell das estrelas observadas pelo Survey Gaia. . . . .	2
1.2	Evolução do rebaixamento do contínuo com a diminuição da temperatura efetiva dos subtipos espectrais das anãs M. . . . .	3
1.3	Comparação do espectro de estrelas de outros tipos espectrais com o de uma anã M. . . . .	3
1.4	Planetas detectados ao redor de anãs M. . . . .	4
2.1	Projeção no céu das nossas amostras de estudo. . . . .	10
3.1	Espectro de corpo negro: Função de Planck $B_\lambda(T)$ . . . . .	12
3.2	Contaminações tornando as contagens não nulas fora da região da abertura. . . . .	15
3.3	Primeira etapa do <i>apscatter</i> : definindo a largura da abertura. . . . .	15
3.4	Segunda etapa do <i>apscatter</i> : traçando o caminho do centro da abertura ao longo das linhas do CCD (dimensão espectral). . . . .	16
3.5	Terceira etapa do <i>apscatter</i> : traçando o polinômio da parte espacial da luz espalhada. . . . .	16
3.6	Quarta etapa do <i>apscatter</i> : traçando o polinômio da parte da dispersão da luz espalhada. . . . .	17
3.7	Espectro unidimensional extraído da estrela HIP 105090. . . . .	18
3.8	Espectro unidimensional extraído do <i>flat-field</i> utilizando a abertura da estrela HIP 105090. . . . .	19
3.9	Tarefa <i>continuum</i> em execução. . . . .	20
3.10	Função que descreve a forma espectral da lâmpada de <i>flat-field</i> . . . . .	20
3.11	Estrela HIP 105090 com a forma espectral da lâmpada de <i>flat-field</i> removida. . . . .	21
3.12	Estrela HIP 58345 com franjamento antes da correção do <i>flat-field</i> . . . . .	22
3.13	Estrela HIP 58345 após a correção do franjamento e do <i>flat-field</i> . . . . .	22
3.14	<i>Flat-Field</i> observado por Eduardo P. Machado na região de $H\alpha$ (2019). . . . .	23
3.15	Espectro unidimensional da lâmpada de tório-argônio (Th-Ar). . . . .	24
3.16	19 linhas identificadas do espectro do tório-argônio (Th-Ar). . . . .	24
3.17	Tarefa <i>identify</i> : etapa de identificação manual das linhas. . . . .	25
3.18	Tarefa <i>identify</i> : etapa de identificação automática das linhas. . . . .	25
3.19	Espectro calibrado em comprimento de onda. . . . .	26
3.20	Tarefa <i>standard</i> : janelas predefinidas. . . . .	28
3.21	Tarefa <i>standard</i> : após a remoção das janelas fora do contínuo. . . . .	28
3.22	Tarefa <i>sensfunc</i> : gráficos da execução. . . . .	29
3.23	Tarefa <i>sensfunc</i> : após realizar o deslocamento das sensibilidades médias. . . . .	30
3.24	Estrela padrão HD 100889 calibrada em fluxo. . . . .	30

3.25	Linhas atômicas e transições moleculares identificadas no espectro de uma anã M0V (HIP 105090). . . . .	31
3.26	Exemplo de medição do centro das linhas atômicas com a tarefa <i>splot</i> através de um ajuste gaussiano. . . . .	32
3.27	Velocidade observada encontrada para cada linha e $v_{obs}$ final da estrela HIP 105090 observada em junho de 2017. . . . .	33
3.28	Espectro da estrela HIP 105090 antes e depois da correção do desvio Doppler. . . . .	33
3.29	Tarefa <i>fxcor</i> : execução. . . . .	34
3.30	Tarefa <i>fxcor</i> : ajustando o melhor <i>background</i> . . . . .	35
3.31	Tarefa <i>fxcor</i> : velocidade heliocêntrica. . . . .	35
3.32	Comparação entre nossas velocidades radiais e as do Gaia. . . . .	36
3.33	Absorção das bandas de TiO no espectro de anãs M. . . . .	37
3.34	Função do contínuo e espectro da estrela HD 103932 antes e depois da normalização. . . . .	38
3.35	Tarefa <i>continuum</i> : definindo pesos para os pontos de contínuo. . . . .	39
3.36	Função do contínuo e espectro da estrela GJ 618A antes e depois da normalização. . . . .	39
4.1	Exemplo de definição dos índices espectrais. . . . .	42
4.2	Definição de largura equivalente. . . . .	43
4.3	Repetibilidade das larguras equivalentes . . . . .	44
4.4	Coeficiente de correlação de Pearson entre os índices e cada um dos parâmetros atmosféricos. . . . .	45
5.1	Exemplo simples da utilização da PCA . . . . .	51
5.2	Correlação entre a cor J-H e a metalicidade das estrelas calibradoras. . . . .	53
5.3	Correlação entre parâmetros atmosféricos e as cinco primeiras componentes principais . . . . .	54
5.4	Valores encontrados pela calibração contra valores de referência de $T_{ef}$ obtidos por Mann et al. (2015). . . . .	56
5.5	Valores encontrados pela calibração contra valores de referência de $[Fe/H]$ obtidos por Mann et al. (2015). . . . .	56
5.6	Resíduos da calibração de $T_{ef}$ contra cada um dos parâmetros atmosféricos de referência obtidos por Mann et al. (2015). . . . .	56
5.7	Resíduos da calibração de $[Fe/H]$ contra cada um dos parâmetros atmosféricos de referência obtidos por Mann et al. (2015). . . . .	56
5.8	Erros relativos finais associados a cada índice espectral derivados a partir de espectros de 10 estrelas calibradoras. . . . .	58
5.9	Exemplo da distribuição de parâmetros atmosféricos gerada pelo método Monte Carlo. . . . .	60
5.10	Parâmetros atmosféricos encontrados da amostra calibradora contra os valores de referência obtidos por Mann et al. (2015). . . . .	60
5.11	Resíduos da derivação de $T_{ef}$ utilizando Monte Carlo contra cada um dos parâmetros atmosféricos de referência obtidos por Mann et al. (2015). . . . .	61
5.12	Resíduos da derivação de $[Fe/H]$ utilizando Monte Carlo contra cada um dos parâmetros atmosféricos de referência obtidos por Mann et al. (2015). . . . .	61
5.13	Relação entre a S/R do espectro e os valores encontrados de $T_{ef}$ com suas incertezas. . . . .	61

5.14	Relação entre a S/R do espectro e os valores encontrados de $[Fe/H]$ com suas incertezas. . . . .	61
5.15	Distribuição de parâmetros atmosféricos derivados para a amostra de estudo.	62
5.16	Comparação dos valores de temperatura efetiva encontrados neste trabalho contra valores da literatura. . . . .	65
5.17	Diferenças entre os valores de temperatura efetiva encontrados neste trabalho e valores da literatura. . . . .	66
5.18	Comparação dos valores de metalicidade encontrados neste trabalho contra valores da literatura. . . . .	67
5.19	Diferenças entre os valores de metalicidade encontrados neste trabalho e valores da literatura. . . . .	68



# Lista de Tabelas

2.1	Estrelas calibradoras de Mann et al. 2015. . . . .	9
3.1	Tempos de exposição para observação das anãs M e S/R obtidos. . . . .	11
3.2	Linhas atômicas utilizadas para calcular o desvio Doppler. . . . .	31
5.1	Coefficientes de correlação de Pearson das cores com os parâmetros atmosféricos. . . . .	52
5.2	Comparação entre as metalicidades derivadas para as padrões químicas e outros valores da literatura. . . . .	67
5.3	Metalicidades derivadas para cada espectro das padrões químicas. . . . .	68
B.1	Índices espectrais definidos no domínio de 8840-8834 Å. . . . .	77
C.1	Parâmetros atmosféricos e velocidades radiais derivados para todas as estrelas observadas. . . . .	84





# Capítulo 1

## Introdução

As anãs M são as estrelas mais numerosas da Galáxia, totalizando cerca de 70% em número (Bochanski et al. 2010) e 40% em massa estelar (Chabrier 2003) da população galáctica local, indicando que são o resultado mais comum dos processos de formação estelar (ver Figura 1.1). Frias e pouco luminosas, estas estrelas evoluem muito lentamente e possuem tempos de vida na sequência principal da ordem de dezenas ou centenas de bilhões de anos, por isso são extremamente representativas para o estudo da evolução química e cinemática da nossa galáxia, por preservarem as propriedades de seus locais de nascimento e serem um registro de interações dinâmicas da Galáxia.

Essa classe de estrelas foi historicamente pouco explorada devido às altas magnitudes no visível, impossibilitando não só a derivação de parâmetros atmosféricos, como também a própria detecção. Apesar disso, surgiram *surveys* astronômicos nos últimos 20 anos que exploraram a região do infravermelho próximo (aproximadamente 8000-25000 Å), abrindo novas portas para a investigação dessas estrelas, como o 2MASS\* (ver Cutri et al. 2003). Além disso, em 2015 foram liberados os primeiros dados observados pelo *survey* Gaia contendo o maior número de estrelas observadas da história, com valores de paralaxes trigonométricas e fluxos, permitindo medir distâncias até mesmo para anãs M muito débeis (ver Figura 1.1) e melhorar o conhecimento da vizinhança solar.

O espectro dessas estrelas é, de longe, o mais complexo dentre todos os tipos espectrais e, mesmo dentro das anãs M, existem diferenças muito marcantes entre seus subtipos (ver Figura 1.2). Quanto menor a temperatura, maior a quantidade de moléculas como TiO, H<sub>2</sub>O e CO presentes na atmosfera, que tornam o espectro extremamente denso em linhas moleculares. Além disso, as opacidades destas moléculas causam um rebaixamento substancial do contínuo (ver Figura 1.3), tornando difícil (em alguns casos

---

\* *Two Micron All Sky Survey*

## → GAIA'S HERTZSPRUNG-RUSSELL DIAGRAM

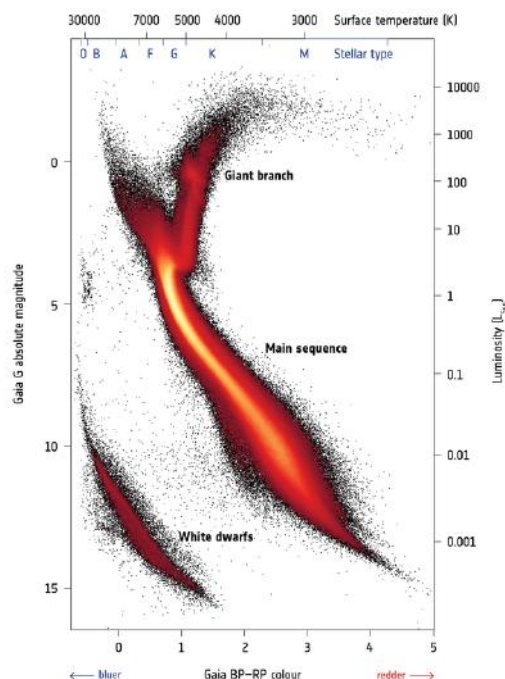


FIGURA 1.1: Diagrama Hertzsprung-Russell das estrelas observadas pelo Survey Gaia (ESA/Gaia/DPAC). A cor representa o número de estrelas representadas na imagem, ou seja, as regiões mais claras possuem mais estrelas do que as regiões escuras. A barra superior contém os limites diferenciando as estrelas em tipos espectrais, tornando possível identificar a grande quantidade de estrelas de tipo M na sequência principal – anãs M.

impossível) identificá-lo. De modo geral, derivar parâmetros atmosféricos de anãs M é muito desafiador.

Uma quantidade muito limitada de anãs M possuem raios medidos interferometricamente (Boyajian et al. 2012), permitindo a obtenção mais fundamental possível de temperatura efetiva. De forma geral, a profundidade das bandas moleculares de  $\text{H}_2\text{O}$  e VO são amplamente utilizadas para derivar temperaturas efetivas, mas estas são altamente dependentes de modelos de redistribuição de fluxo e da força das bandas de TiO. Outros métodos fazem uso do fluxo bolométrico aplicado à aproximações de corpo negro, porém estes também estão muito suscetíveis à contaminação das moléculas.

Os métodos tradicionais de análise espectroscópica utilizam medidas de larguras equivalentes de linhas bem identificadas de alguns elementos, mas dificilmente encontramos linhas isoladas nos espectros de anãs M, dificultando a aplicação deles. Além disso, estes fazem o uso de modelos de estrutura interna e atmosfera estelar, porém a aplicabilidade destes modelos nas anãs M permanece um desafio teórico, já que estas estrelas

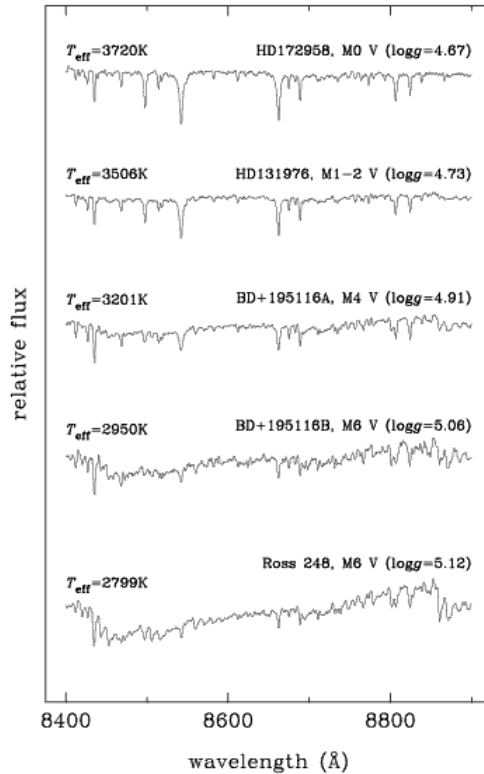


FIGURA 1.2: Evolução do rebaixamento do contínuo dos subtipos espectrais das anãs M (Cenarro et al. 2009).

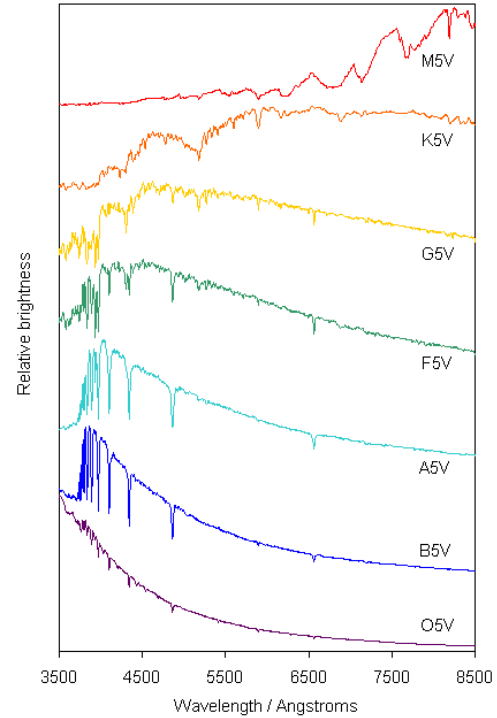


FIGURA 1.3: Comparação do espectro de estrelas de outros tipos espectrais com o de uma anã M. A ordenada possui fluxos relativos decrescentes (Astronomy 105 Lecture 33 (2019)).

são quase completamente convectivas. As técnicas mais exploradas para derivar metalicidades desses objetos fazem o uso de calibrações fotométricas utilizando cores (e.g., Bonfils et al. 2005; Casagrande et al. 2008; Neves et al. 2012), calibrações de índices espectrais em regiões com uma densidade menor de linhas (e.g., Rojas-Ayala et al. 2012; Mann et al. 2013; Newton et al. 2014; Newton et al. 2015; López-Valdivia et al. 2019) ou, no caso de sistemas binários contendo uma anã F, G ou K e uma anã M, consideram que a anã M possui a mesma metalicidade da primária (e.g., Valenti and Fischer 2005).

Por terem raios e massas baixas, as anãs M se tornaram extremamente relevantes para a Exoplanetologia. Dentro da sensibilidade dos métodos mais utilizados para detecção de exoplanetas, velocidade radial e trânsito, encontramos uma diferença mais perceptíveis entre os raios e as massas do planeta e da anã M em comparação às outras estrelas. Unindo ao fato de serem as estrelas mais numerosas que existem, estamos encontrando muitos exoplanetas ao redor de anãs M e estima-se que a frequência de planetas seja de 3 por anã M (Tuomi et al. 2019).

Para a Astrobiologia, o conhecimento dos parâmetros atmosféricos das estrelas possibilita direcionar a busca por exoplanetas habitáveis ao fazer restrições acerca destes. Estrelas e planetas são formados do mesmo material primordial, então a composição

química da estrela imprime sua assinatura na composição de seus exoplanetas (e.g., Valenti and Fischer 2005; Brewer et al. 2018). A metalicidade e a temperatura efetiva dessas estrelas são de total importância para modelos de formação planetária, porém quando consideramos a baixa luminosidade e a complexidade do espectro de anãs M, nos deparamos com diversos sistemas com exoplanetas detectados para os quais não há metalicidades para a estrela hospedeira (ver Figura 1.4).

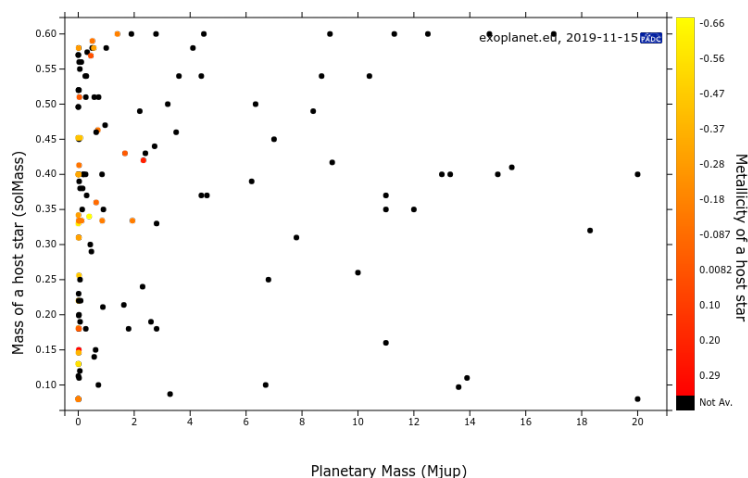


FIGURA 1.4: Exoplanetas detectados ao redor de anãs M. A abscissa representa a massa do planeta em massa de Júpiter e a ordenada representa a massa da estrela hospedeira em massa solar. A barra de cor representa a metalicidade da estrela hospedeira, em que os pontos pretos significam a ausência do valor do parâmetro (Exoplanet.eu).

Com a chegada da nova classe de telescópios como o GMT (*Giant Magellan Telescope*) e JWST (*James Webb Space Telescope*) na próxima década, será possível fazer observação direta de planetas. Como não será viável fazer isso para uma quantidade muito grande de planetas, se faz necessária uma seleção prévia dos melhores alvos e o conhecimento dos parâmetros atmosféricos das estrelas hospedeiras, assim como a idade, rotação e atividade magnética são essenciais para essa decisão.

Visando contribuir para a caracterização dessa população estelar, observamos 178 anãs M da vizinhança solar ( $d < 25$  pc) utilizando o espectrógrafo coudé do telescópio de 1.6 m do Observatório do Pico dos Dias. Definimos um conjunto de índices espectrais a partir de espectros de resolução moderada e exploramos sua sensibilidade à variação dos parâmetros atmosféricos a partir de uma amostra calibradora com parâmetros atmosféricos conhecidos. Criamos uma calibração dos parâmetros atmosféricos em função dos índices espectrais a partir da técnica de Análise de Componentes Principais (PCA) e aplicamos a calibração às estrelas da amostra de estudo para derivar seus parâmetros atmosféricos. O método de índices espectrais já foi utilizado com sucesso por membros

do grupo para as estrelas de tipo F, G e K (e.g., Ghezzi et al. 2014; Giribaldi et al. 2019) e agora estamos expandindo para estrelas de tipo M neste trabalho.

Este trabalho foi dividido em 6 capítulos e 3 apêndices. No capítulo 2, apresentamos a amostra de estrelas. No capítulo 3, descrevemos a observação e os procedimentos de redução dos espectros. No capítulo 4, apresentamos o sistema de índices utilizado. No capítulo 5, descrevemos a construção da calibração, a estimativa de suas incertezas associadas, a derivação dos parâmetros atmosféricos de todas as estrelas observadas e comparamos os resultados com outros valores da literatura. No capítulo 6, apresentamos as conclusões e perspectivas futuras deste projeto. No apêndice A, descrevemos a extração dos espectros de sistemas binários. No apêndice B, apresentamos os comprimentos de onda inicial e final de cada índice e seus erros relativos associados. No apêndice C, apresentamos as velocidades radiais calculadas e os parâmetros atmosféricos derivados para todas as estrelas observadas.



## Capítulo 2

# Seleção da amostra

### 2.1 Amostra Hipparcos

Este projeto teve início em 2007 com a definição de uma amostra de 94 estrelas selecionadas do catálogo Hipparcos (Perryman et al. 1997) que, na época, possuía as paralaxes mais precisas da literatura. É uma amostra limitada em volume ( $\pi > 100$  milissegundos de arco, ou seja,  $d < 10 pc$ ), composta por estrelas com magnitudes  $V$  mais brilhantes do que 11. Nesta amostra estão incluídas algumas estrelas anãs K que serão usadas para comparar os valores derivados para metalicidade obtidos por nossa calibração e os valores derivados a partir dos métodos tradicionais de análise espectroscópica (ver Seção 5.5).

### 2.2 Amostra Winters

O projeto em questão foi pausado em 2011 e só teve continuidade quando comecei a trabalhar em dezembro de 2016. Neste intervalo de tempo foram detectadas muitas anãs M com magnitudes inferiores às contempladas pelo catálogo Hipparcos, então tivemos que procurar na literatura por trabalhos que cobrissem a maior variedade de subclasses espectrais das estrelas de tipo M com distâncias bem estimadas e magnitudes que tornassem possível a observação no Observatório do Pico dos Dias — limite prático de  $V = 13$  com tempos de exposição acessíveis.

Com o interesse em comum no estudo de estrelas representativas para a Exoplanetologia, Jennifer G. Winters e colaboradores publicaram um artigo intitulado “**The Solar Neighborhood. XXXV. Distances to 1404 M Dwarfs systems within 25 pc in the Solar Neighborhood**” (Winters et al. 2015) que serviu perfeitamente para

o propósito do nosso projeto. O trabalho em questão possui distâncias trigonométricas de anãs M do hemisfério sul cobrindo o intervalo de magnitude  $6.67 \leq V \leq 21.38$ , contemplando subtipos espectrais de M0.0 V a M9.5 V.

Decidimos limitar a amostra em volume novamente ( $d < 20pc$ ) com magnitudes  $V$  mais brilhantes que 13 e obtivemos um total de 348 estrelas “Winters”. Nessa amostra estão incluídas 44 estrelas com parâmetros atmosféricos conhecidos (ver Tabela 2.1 e Seção 2.3) e até algumas com exoplanetas detectados.

A projeção do céu de todas as estrelas das amostras Hipparcos e Winters pode ser visualizada na Figura 2.1.

## 2.3 Calibradoras de $T_{ef}$ e $[Fe/H]$

Para a aplicação do método PCA, utilizamos os valores de temperatura efetiva e metalicidade ( $T_{ef}$  e  $[Fe/H]$ , respectivamente) derivados por Mann et al. (2015). Ao final das observações ficamos com 44 estrelas em comum com o catálogo em questão.

As temperaturas efetivas foram estimadas a partir da interferometria, técnica amplamente usada para calcular diâmetros angulares ( $\theta$ ). Unindo o conhecimento prévio das paralaxes trigonométricas com os diâmetros angulares, podemos obter diâmetros físicos de anãs M muito próximas (e.g., Boyajian et al. 2012; von Braun et al. 2014; Mann et al. 2015):

$$\theta = \frac{2R}{d}, \quad (2.1)$$

onde  $R$  é o raio e  $d$  é a distância da estrela. A estimativa do fluxo bolométrico ( $F_{bol}$ ) e o diâmetro angular da estrela possibilitam a determinação direta da  $T_{ef}$  por meio da Lei de Stefan-Boltzmann:

$$T_{ef} = 2341 \left( \frac{F_{bol}}{\theta^2} \right)^{1/4}, \quad (2.2)$$

onde  $F_{bol}$  está em unidades de  $10^{-8} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ . Essas estimativas são independentes de modelos (com exceção de pequenas correções de escurecimento do limbo para os diâmetros angulares), então essa é a forma mais fundamental disponível de estimar temperaturas efetivas.

As metalicidades foram estimadas utilizando larguras equivalentes de linhas atômicas do Ca e Na no infravermelho próximo (e.g., Mann et al. 2013 e Mann et al. 2014). Ambas as calibrações de metalicidade foram derivadas utilizando como base estrelas em sistemas binários compostos por uma anã F, G ou K e uma anã M onde foi assumida a metalicidade espectroscópica da primária igual à secundária.



TABELA 2.1: Estrelas calibradoras de Mann et al. 2015.

ID	$V$ (mag)	$T_{ef} \pm \sigma$ (K)	$[Fe/H] \pm \sigma$ (dex)	Tipo espectral
GJ 388	09.41	3370 $\pm$ 60	0.15 $\pm$ 0.08	M3.4V
GJ 896a	10.20	3353 $\pm$ 60	0.03 $\pm$ 0.08	M3.8V
GJ 512a	11.27	3498 $\pm$ 60	0.08 $\pm$ 0.08	M3.1V
GJ 1207	12.28	3229 $\pm$ 60	-0.09 $\pm$ 0.08	M4.1V
GJ 3707	12.09	3385 $\pm$ 60	0.26 $\pm$ 0.08	M3.8V
HIP 12781	10.60	3405 $\pm$ 60	-0.10 $\pm$ 0.08	M3.0V
HIP 21556	10.35	3671 $\pm$ 61	-0.04 $\pm$ 0.08	M2.0V
HIP 21932	09.99	3680 $\pm$ 60	0.14 $\pm$ 0.08	M2.2V
HIP 22762	10.91	3506 $\pm$ 60	-0.24 $\pm$ 0.08	M2.1V
HIP 23512	11.76	3365 $\pm$ 60	-0.12 $\pm$ 0.08	M3.2V
HIP 25878	07.93	3801 $\pm$ 60	0.49 $\pm$ 0.08	M1.5V
HIP 36208	09.89	3317 $\pm$ 60	-0.11 $\pm$ 0.08	M3.8V
HIP 40501	10.13	3500 $\pm$ 60	-0.12 $\pm$ 0.08	M2.2V
HIP 49986	09.28	3623 $\pm$ 60	0.13 $\pm$ 0.08	M1.9V
HIP 51007	10.16	3700 $\pm$ 60	-0.02 $\pm$ 0.08	M1.5V
HIP 51317	09.67	3548 $\pm$ 60	-0.18 $\pm$ 0.08	M2.2V
HIP 53020	11.69	3238 $\pm$ 60	0.16 $\pm$ 0.08	M3.9V
HIP 5643	12.08	3056 $\pm$ 60	-0.26 $\pm$ 0.08	M4.9V
HIP 57548	11.15	3192 $\pm$ 60	-0.02 $\pm$ 0.08	M4.3V
HIP 62687	08.49	3989 $\pm$ 60	0.24 $\pm$ 0.08	K7.9V
HIP 65859	09.04	3727 $\pm$ 61	-0.09 $\pm$ 0.08	M1.1V
HIP 67155	08.48	3649 $\pm$ 60	-0.31 $\pm$ 0.08	M1.4V
HIP 71253	11.34	3211 $\pm$ 60	0.17 $\pm$ 0.08	M4.0V
HIP 74995	10.58	3395 $\pm$ 60	-0.15 $\pm$ 0.08	M3.2V
HIP 80824	10.10	3272 $\pm$ 60	-0.03 $\pm$ 0.08	M3.6V
HIP 82809	11.77	3279 $\pm$ 60	-0.26 $\pm$ 0.08	M3.2V
HIP 85295	07.51	4124 $\pm$ 60	0.19 $\pm$ 0.08	K7.4V
HIP 85665	09.33	3675 $\pm$ 60	-0.09 $\pm$ 0.08	M0.5V
HIP 86287	09.60	3657 $\pm$ 60	-0.25 $\pm$ 0.08	M1.2V
HIP 8768	08.93	3900 $\pm$ 60	0.14 $\pm$ 0.08	M0.2V
HIP 87937	09.53	3228 $\pm$ 60	-0.40 $\pm$ 0.08	M4.2V
HIP 88574	09.39	3614 $\pm$ 60	-0.22 $\pm$ 0.08	M1.3V
HIP 92403	10.53	3240 $\pm$ 60	-0.18 $\pm$ 0.08	M4.1V
HIP 93873	10.78	3500 $\pm$ 60	-0.33 $\pm$ 0.08	M2.1V
HIP 93899	10.78	3500 $\pm$ 60	-0.33 $\pm$ 0.08	M2.1V
HIP 94761	09.14	3558 $\pm$ 60	0.10 $\pm$ 0.08	M2.6V
HIP 103039	11.46	3205 $\pm$ 60	-0.02 $\pm$ 0.08	M4.0V
HIP 104432	10.90	3545 $\pm$ 60	-0.45 $\pm$ 0.08	M1.4V
HIP 109388	10.41	3530 $\pm$ 60	0.37 $\pm$ 0.08	M3.1V
HIP 111571	10.00	3916 $\pm$ 61	0.07 $\pm$ 0.08	M0.6V
HIP 113020	10.18	3247 $\pm$ 60	0.17 $\pm$ 0.08	M3.7V
HIP 113296	08.67	3720 $\pm$ 60	0.21 $\pm$ 0.08	M1.5V
HIP 114046	07.34	3688 $\pm$ 86	-0.06 $\pm$ 0.08	M1.1V
HIP 117473	09.00	3646 $\pm$ 60	-0.45 $\pm$ 0.08	M1.4V

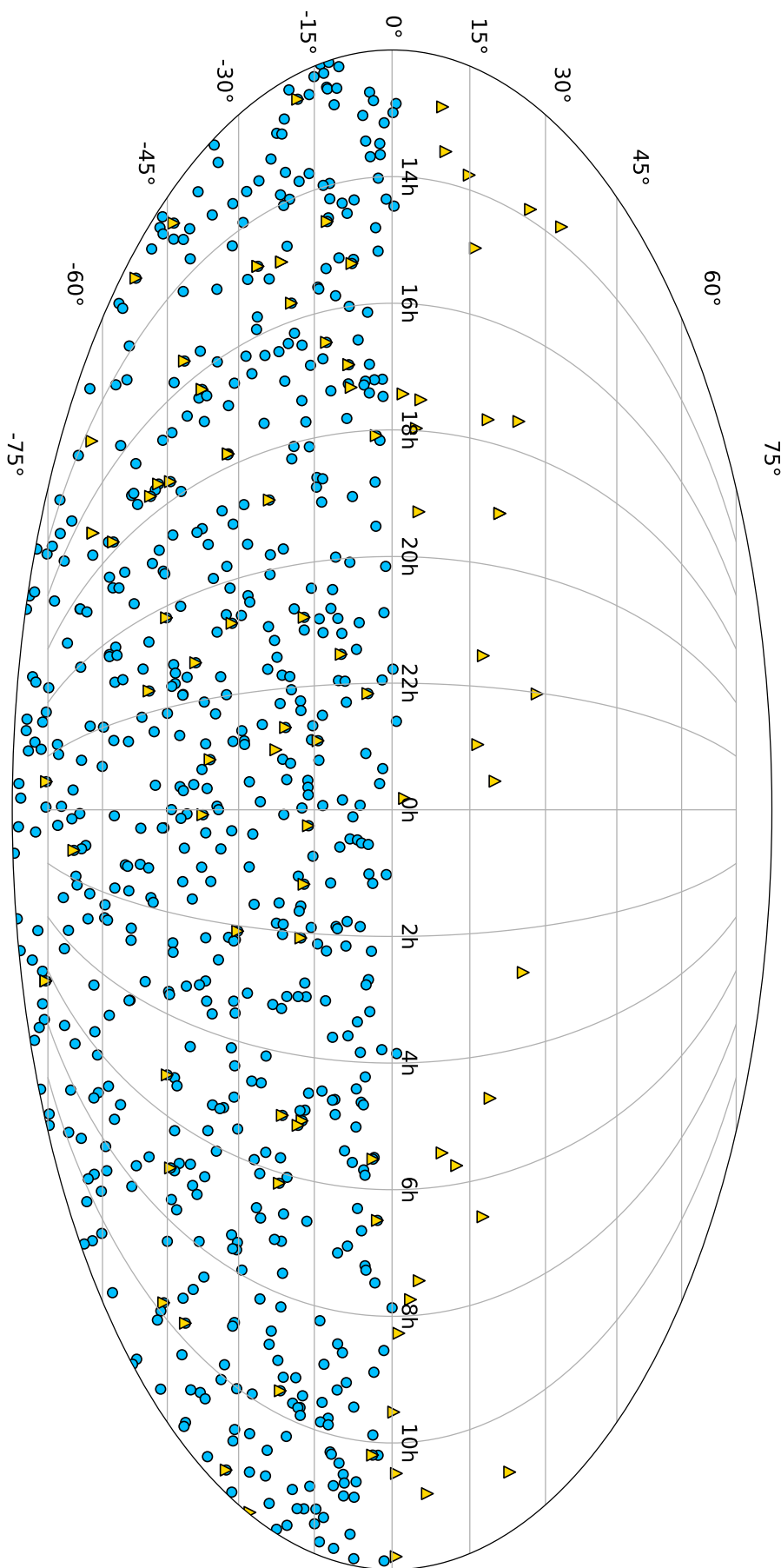


FIGURA 2.1: Projeção no céu das nossas amostras de estudo. Os triângulos são objetos da amostra Hipparcos e círculos da amostra Winters.

## Capítulo 3

# Observações e Redução

### 3.1 Especificações Técnicas

Todas as observações foram feitas com o espectrógrafo coudé do telescópio principal 1,60m Perkin-Elmer do Observatório do Pico dos Dias (OPD, Brazópolis), operado pelo Laboratório Nacional de Astrofísica (LNA/CNPq). Os espectros antigos (2007-2012) e novos (2017-2018) foram obtidos utilizando duas câmaras CCDs diferentes, porém utilizamos as mesmas especificações técnicas, ambas com 2048 x 2048 pixels (pixel de 13,5  $\mu\text{m}$ ), no modo *high sensitivity*, espelho A, rede de difração de 600 l/mm em primeira ordem direta, sob uma fenda de 500  $\mu\text{m}$  — dispersão linear de 0,0844  $\text{\AA}/\text{pixel}$  — e filtro RG 610 cortando abaixo de 6100  $\text{\AA}$ . O objetivo dessas especificações foi de obter a máxima eficiência da relação sinal/ruído (S/R).

Levando em consideração que as anãs M têm um brilho intrínseco muito baixo, os tempos de integração foram substanciais. Para atingir valores de S/R superiores a 100 para todos os espectros, definimos os tempos de integração a partir da magnitude  $V$  (ver Tabela 3.1). Os dados foram obtidos ao longo de 11 missões observacionais no período 2007-2018.

TABELA 3.1: Tempos de exposição para observação das anãs M e S/R obtidos.

Magnitude	Tempo de exposição	S/R nominal
$V \leq 10.0$	$3 \times 600s$	$\sim 150$
$10.0 < V \leq 10.5$	$3 \times 900s$	$\sim 150$
$10.5 < V \leq 11.5$	$4 \times 900s$	$\sim 150$
$11.5 < V \leq 12.0$	$5 \times 900s$	$\sim 100$
$12.0 < V \leq 12.5$	$4 \times 1200s$	$\sim 100$
$12.5 < V \leq 13.0$	$6 \times 1200s$	$\sim 100$

A cobertura espectral escolhida foi de 8300 a 8900 Å – infravermelho próximo – por estar na região de máxima emissão de corpos negros com temperaturas típicas de anãs M (ver Figura 3.1), já que estes objetos têm um brilho intrínseco muito baixo e observar em outra região só aumentaria o tempo de exposição. Além disso, precisávamos contemplar as linhas do tripleto do Ca II em 8498, 8542 e 8662 Å para, em trabalhos futuros, obter os fluxos cromosféricos que serão utilizados para derivar as idades (ver Capítulo 6).

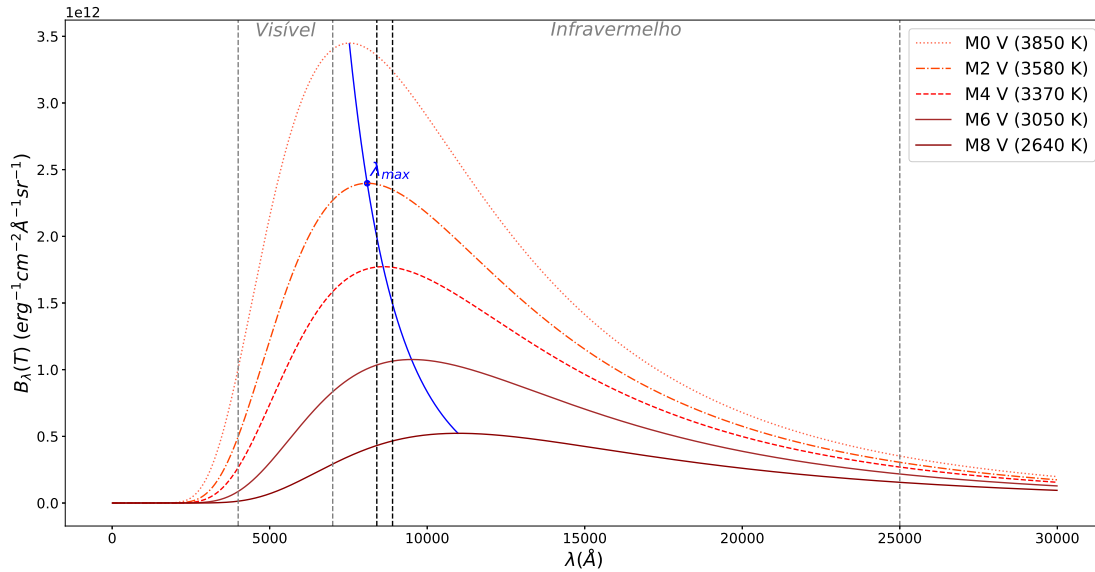


FIGURA 3.1: Espectro de corpo negro: Função de Planck  $B_{\lambda}(T)$ . As linhas cinzas delimitam o visível e o infravermelho, as pretas representam a região observada e a curva azul é o comprimento de onda de máxima emissão de cada corpo negro. As curvas vermelhas são espectros de corpos negros para diferentes temperaturas representativas dos subtipos espectrais de anãs M.

## 3.2 Redução dos Espectros

Ao obter os dados, precisamos aplicar uma série de correções e ajustes para transformar espectros brutos, repletos de efeitos instrumentais, atmosféricos e cinemáticos (desvios Doppler), em espectros normalizados e calibrados em fluxo e comprimento de onda para serem posteriormente analisados. Para realizar a redução, obtivemos imagens de *bias*, *flat-field* e tório-argônio (Th-Ar) todas as noites, antes e depois de observar as estrelas.

Todos os espectros da amostra foram reduzidos pela pipeline semi automatizada, desenvolvida por mim, que faz uso do PyRAF – linguagem de comando baseada na linguagem de script Python – para executar tarefas do IRAF\* (Image Reduction and

\*Conjunto de softwares desenvolvido pelo NOAO (do inglês, *National Optical Astronomy Observatories*) e usados para a redução e análise de dados astronômicos.

Analysis Facility). Todas as etapas descritas nesta seção serão aplicadas à base de estrelas observadas. Informações adicionais acerca dos parâmetros utilizados em cada etapa descrita na próxima subseção podem ser encontradas no *help* das tarefas ou na página do IRAF (<https://iraf.net/>).

### 3.2.1 Tratamento Inicial

O processo de redução começa com a combinação mediana de todos os espectros do mesmo objeto com o intuito de remover a influência de sinais excepcionais, como contagens provocadas por raios cósmicos, decaimentos radioativos no interior dos instrumentos e problemas em pixels do CCD durante a observação. O melhor valor de ponderação para tal objetivo é a mediana. Este primeiro passo foi realizado em todas as estrelas e imagens de calibração utilizando a tarefa *imcombine*.

---

```
iraf.imcombine(input = 'objeto*',
               output = 'objeto_med.fits',
               combine = 'median',
               reject = 'sigclip',
               rdnoise = '6.0',
               gain = '1.0')
```

---

Verificamos que os *flat-fields* e as imagens das lâmpadas de tório-argônio são suficientemente estáveis para fazer apenas uma combinação para toda a noite, já que as combinações da primeira e da segunda parte da noite se mostraram idênticas.

Ao verificar as imagens obtidas, percebemos defeitos nas bordas das componentes espacial e de dispersão dos espectros, então decidimos cortar essas regiões e seguir apenas com a parte “útil” utilizando a tarefa *imcopy*. Originalmente as imagens possuíam 500 colunas e 2048 linhas, então passamos a utilizar apenas as colunas 100-400 e as linhas 10-2040.

---

```
iraf.imcopy(input = 'objeto_med.fits[100:400,10:2040]',
            output = 'objeto_trim.fits')
```

---

As imagens de *bias* registram os valores das contagens que são artificialmente inseridas no CCD para evitar contagens negativas devidas a flutuações causadas por ruído eletrônico do detector. Com o objetivo de remover tal sinal, fazemos a subtração das imagens “\_trim.fits” do *flat-field*, Th-Ar e das estrelas pelo “bias\_trim.fits” utilizando a tarefa *imarith*, obtendo imagens corrigidas “\_bias.fits”.

---

```

iraf.imarith(operand1 = 'objeto_trim.fits',
             op = '-',
             operand2 = 'bias_med.fits',
             result = 'objeto_bias.fits')

```

---

As imagens de *flat-field* indicam a diferença de sensibilidade, ou eficiência quântica, pixel-a-pixel do CCD ao ser exposto à uma iluminação uniforme espectralmente e espacialmente nivelada. Para remover estas variações pixel-a-pixel basta fazer a divisão das imagens “\_bias.fits” do Th-Ar e das estrelas pelo “flat.bias.fits” utilizando a tarefa *imarith* novamente, obtendo imagens corrigidas “\_flat.fits”.

---

```

iraf.imarith(operand1 = 'objeto_bias.fits',
             op = '/',
             operand2 = 'flat_bias.fits',
             result = 'objeto_flat.fits')

```

---

As contagens da região fora da abertura da fenda não são nulas devido à luz espalhada no interior do CCD (ver Figura 3.2). Além disso, observações feitas em noites de lua cheia, ou no início/fim da noite, possuem uma contribuição importante de fundo do céu. Para retirar essas contaminações, utilizamos a tarefa *apscat* (pacote *imred/spectred*) que gera e subtrai um polinômio bidimensional (espacial e de dispersão) da região que não contempla a abertura da fenda, descrevendo e retirando a luz espalhada. Esta etapa só é aplicada para as estrelas “\_flat.fits”, obtendo “\_scat.fits”.

---

```

iraf.apscat1.setParam('function', 'legendre')
iraf.apscat1.setParam('low_reject', '2')
iraf.apscat1.setParam('high_reject', '2')
iraf.apscat1.setParam('niterate', '10')
iraf.apscat1.setParam('order', '5')
iraf.apscat1.setParam('grow', '0')
iraf.apscat2.setParam('function', 'spline3')
iraf.apscat2.setParam('low_reject', '2')
iraf.apscat2.setParam('niterate', '10')
iraf.apscat2.setParam('high_reject', '2')
iraf.apscat2.setParam('grow', '0')
iraf.apscat2.setParam('order', '10')
iraf.apscatter(input = 'estrela_flat.fits',
               output = 'estrela_scat.fits',
               interactive = 'no',
               edit = 'no',
               apertures = '1')

```

---

A tarefa tentará encontrar automaticamente a abertura do seu objeto para poder definir o que é sinal e o que é contagem de *background* em geral (ver Figura 3.3). É

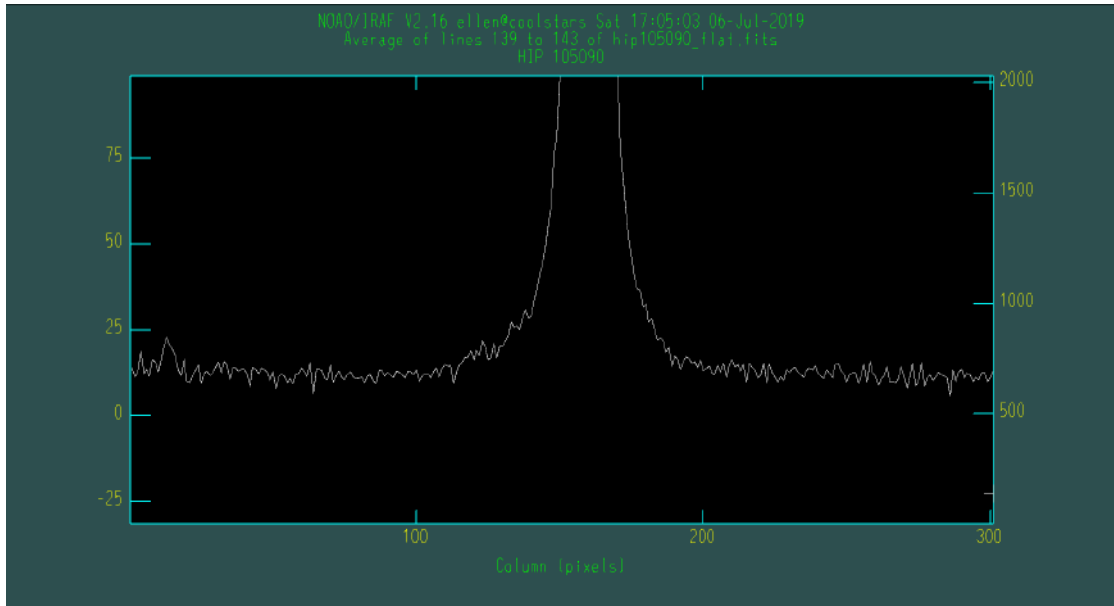


FIGURA 3.2: Contaminações tornando as contagens não nulas fora da região da abertura. Média das contagens de luz espalhada em torno de 10.

possível alterar o centro (“c” de *center*) e os limites inferior (“l” de *lower*) e superior (“u” de *upper*) da abertura. Ao terminar, tecla-se “q” para passar para a próxima etapa.

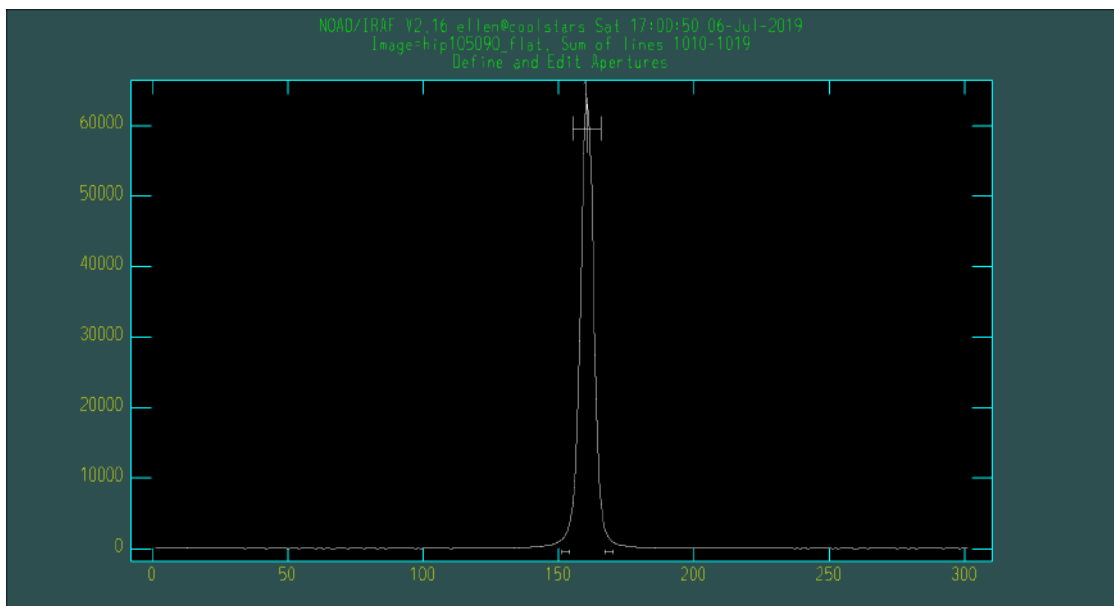


FIGURA 3.3: Primeira etapa do *apscatter*: definindo a largura da abertura.

O espectrógrafo introduz, além de imperfeições ópticas, uma pequena alteração aparente da posição do objeto no céu, então o centro da abertura tem uma variação ao longo da componente espacial (ver Figura 3.4). Como precisamos diferenciar sinal e luz espalhada, é imprescindível traçarmos um polinômio que descreve este caminho pelo CCD.

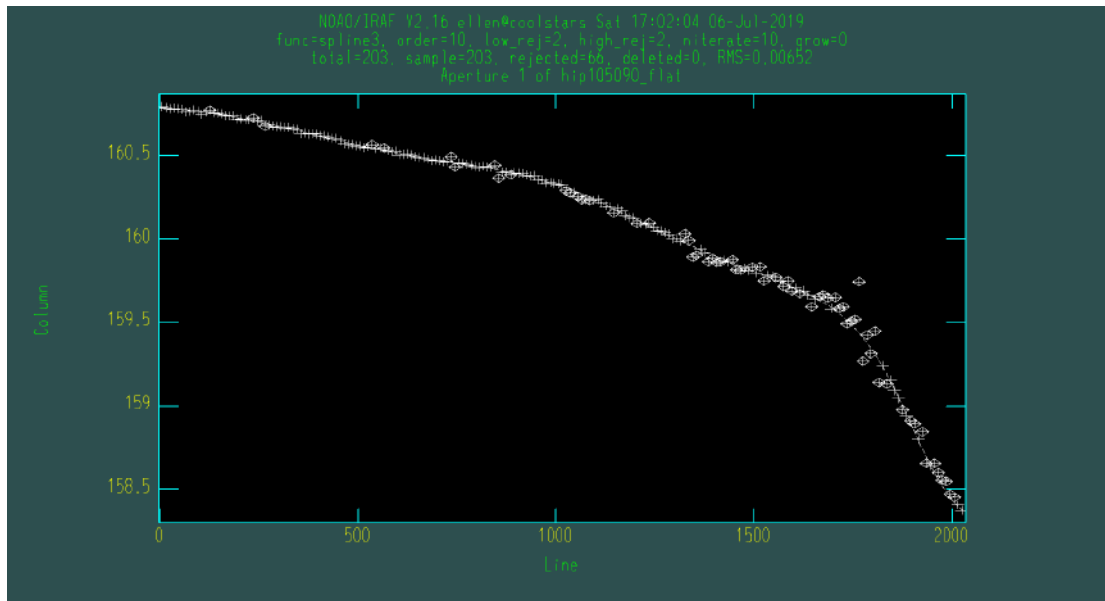


FIGURA 3.4: Segunda etapa do *apscatter*: traçando o caminho do centro da abertura ao longo das linhas do CCD (dimensão espectral).

A tarefa considera o caminho espacial definido na etapa anterior em todas as 2030 linhas de dispersão da imagem para poder traçar um polinômio que descreva o comportamento da luz espalhada, ignorando totalmente o sinal dentro da abertura definida na primeira etapa (ver Figura 3.5). As funções e os parâmetros utilizados nesta etapa podem ser vistos nas linhas de código contendo “*apscat1*”.

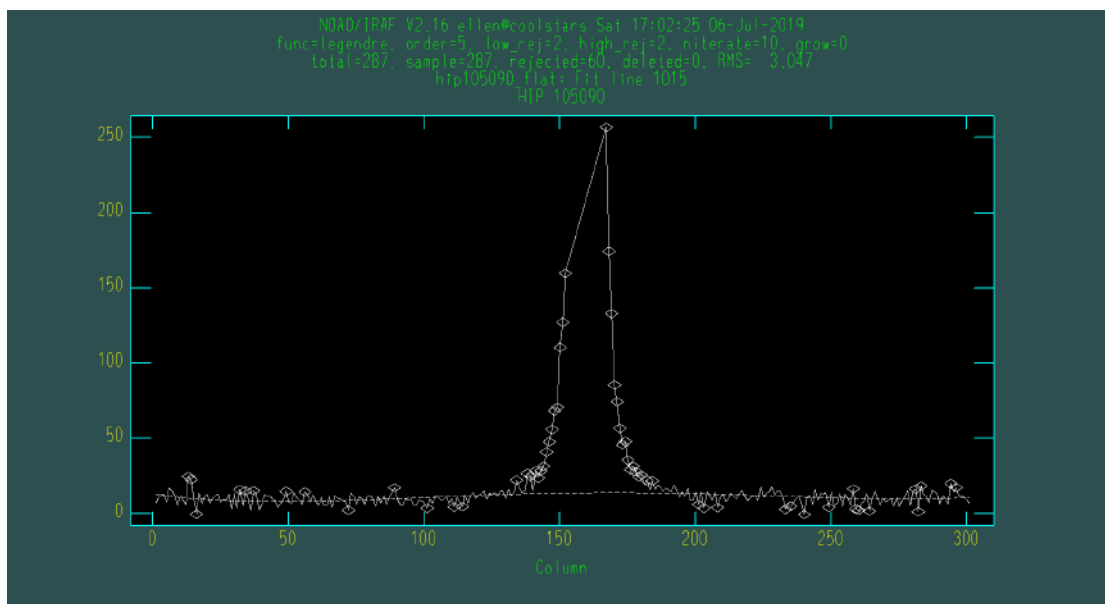


FIGURA 3.5: Terceira etapa do *apscatter*: traçando o polinômio da parte espacial da luz espalhada.

Após retirar o padrão espacial da luz espalhada, a tarefa traça um polinômio para descrever o espectro dessa luz espalhada (ver Figura 3.6) e posteriormente subtraí-lo.



As funções e os parâmetros utilizados nesta etapa podem ser vistos nas linhas de código contendo “*apscat2*”.

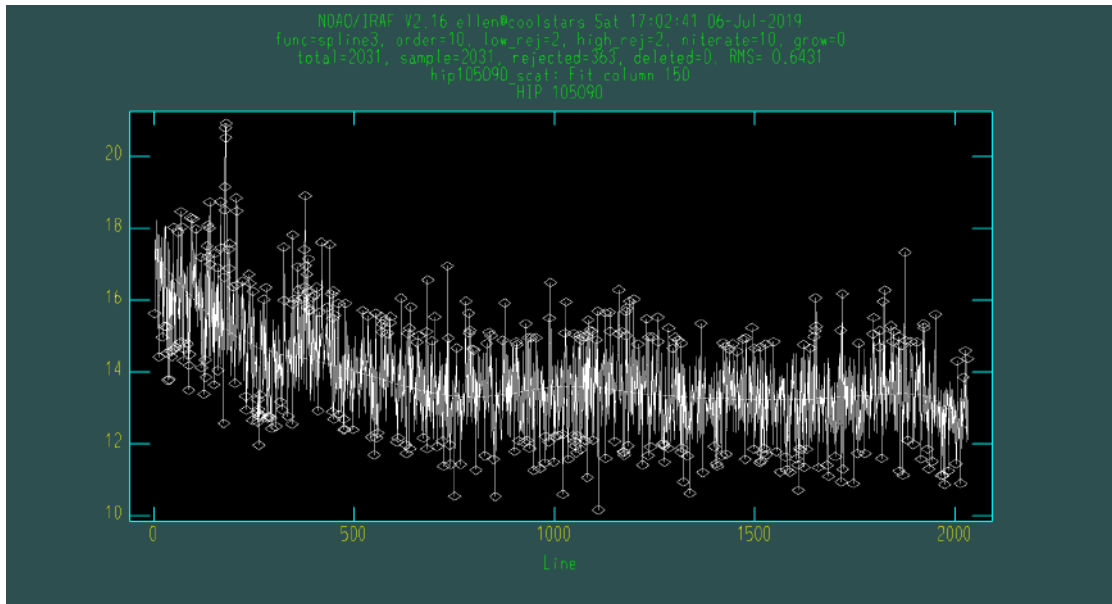


FIGURA 3.6: Quarta etapa do *apscatter*: traçando o polinômio da parte da dispersão da luz espalhada.

A próxima etapa consiste em passar de um espectro bidimensional para um espectro unidimensional fazendo o uso da tarefa *apall* (pacote *imred/specpred*). Assim como no início do passo anterior, a tarefa tentará encontrar automaticamente a abertura do objeto e é possível fazer alterações com os comandos listados anteriormente (“c”, “l” e “u”). Ao terminar, tecla-se “q” para passar para a próxima etapa.

A tarefa traçará um polinômio que descreve o caminho da imagem do objeto pelo CCD e irá integrar a componente espacial para obter a extração de um espectro unidimensional (ver Figura 3.7). Esta etapa só é aplicada para as estrelas “\_scat.fits”, obtendo “\_lin.fits”.

---

```

iraf.apall(input = 'objeto_scat.fits',
           output = 'objeto_lin.fits',
           references = '',
           profiles = '',
           interactive = 'yes',
           find = 'yes',
           recenter = 'yes',
           resize = 'yes',
           edit = 'yes',
           trace = 'yes',
           fittrace = 'yes',
           extract = 'yes',
           extras = 'no',
           review = 'yes')

```

---

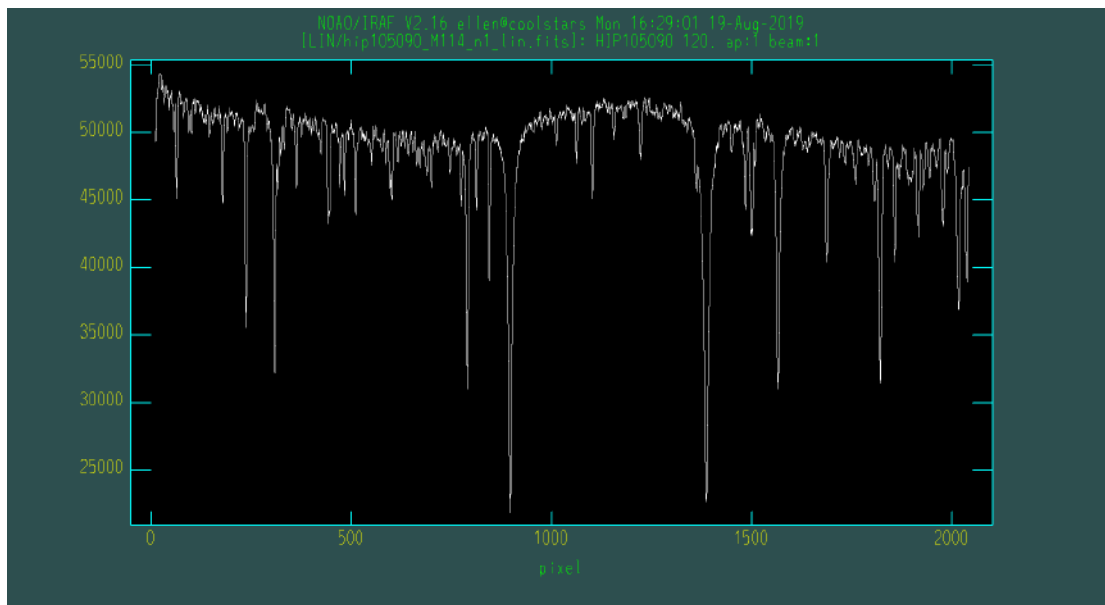


FIGURA 3.7: Espectro unidimensional extraído da estrela HIP 105090.

Existem muitos sistemas binários que foram observados neste projeto. Não foi possível a observação individual de cada estrela em alguns deles, então nos deparamos com 2 objetos sendo expostos ao mesmo tempo na fenda e, em alguns casos, conseguimos extrair o espectro da secundária com pouca contaminação. A extração de alguns sistemas binários está descrita no Apêndice A.

### 3.2.1.1 Correção do *Flat-Field*

Ao obter os espectros linearizados, percebemos que a lâmpada de *flat-field* das missões a partir de 2017 estava imprimindo um padrão espectral muito forte nos objetos, como pode ser visto na Figura 3.7. A estrela usada como exemplo é a HIP 105090, uma anã M0V, e seu contínuo não possui curvaturas pois é basicamente linear na região espectral em questão.

O objetivo do *flat-field* é apenas corrigir a sensibilidade pixel-a-pixel do espectro, porém estávamos dividindo-o por uma componente extra que é a forma do espectro da lâmpada:

$$\frac{\text{estrela\_bias}}{\text{flat-field}} = \frac{\text{estrela\_bias}}{\text{forma do espectro} \times \text{sensibilidade pixel-a-pixel}}. \quad (3.1)$$

Para resolver tal problema, utilizamos os arquivos de texto criados pela tarefa *apall* contendo a informação sobre a abertura utilizada para extrair o espectro de cada estrela. Os arquivos encontram-se na pasta *database* – pasta criada automaticamente

ao usar as tarefas citadas anteriormente – e têm o nome de “apestrela.scats”. Utilizamos a tarefa *apall* para extrair o espectro da lâmpada de *flat-field* para cada estrela utilizando sua abertura como referência, obtendo espectros de *flat-field* unidimensionais “FF\_estrela.fits” (ver Figura 3.8).

```
iraf.apall(input = 'FF_bias.fits',
          output = 'FF_estrela.fits',
          references = 'estrela_scats.fits',
          profiles = 'estrela_scats.fits',
          t_order = '9',
          interactive = 'no',
          find = 'no',
          recenter = 'no',
          resize = 'no',
          edit = 'no',
          trace = 'no',
          fittrace = 'no',
          extract = 'yes',
          extras = 'no',
          review = 'no')
```

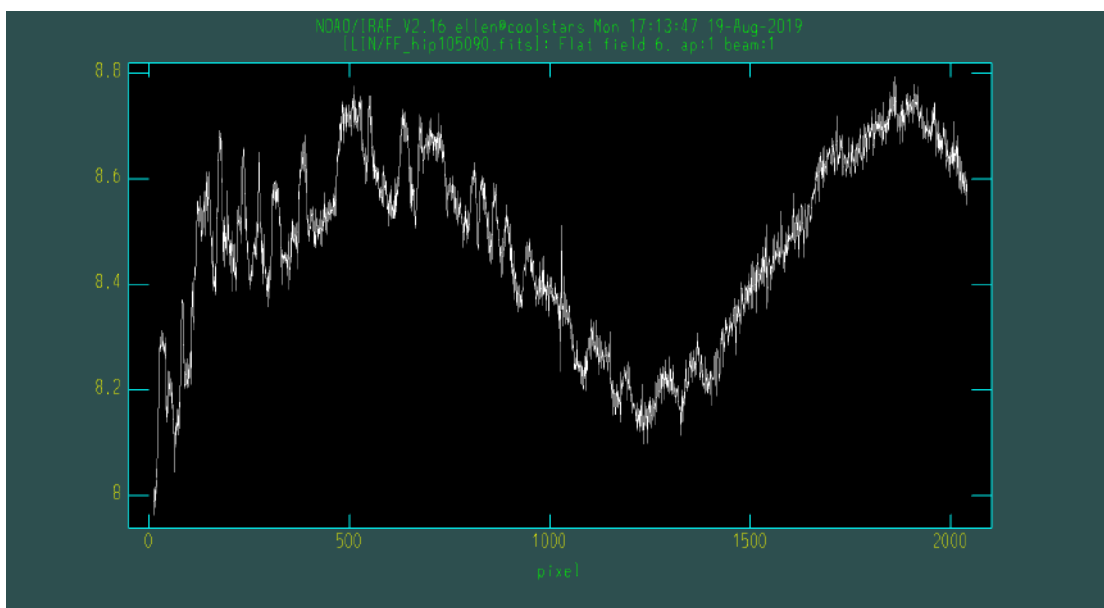
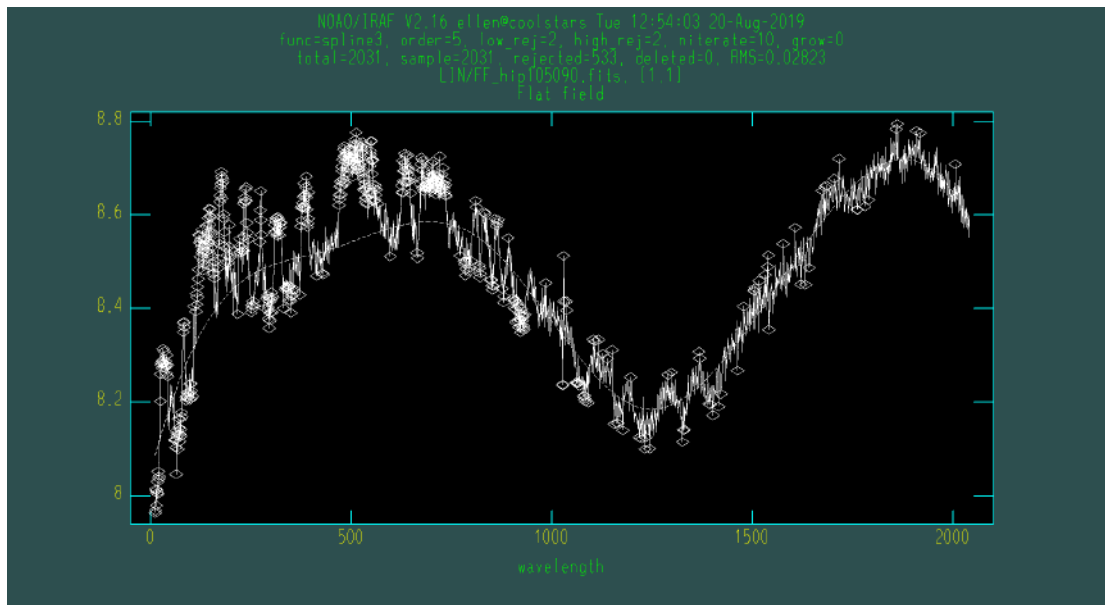
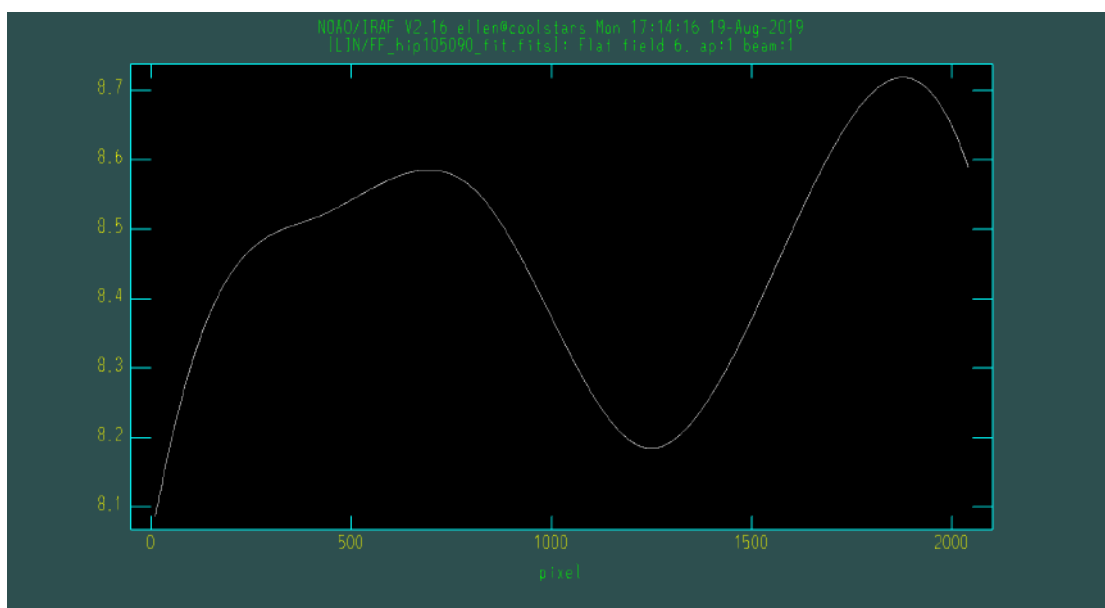


FIGURA 3.8: Espectro unidimensional extraído do *flat-field* utilizando a abertura da estrela HIP 105090.

Utilizamos a tarefa *continuum* (pacote *imred/specpred*) para traçar a função que melhor descreve a curvatura do espectro da lâmpada (ver Figuras 3.9 e 3.10).

```
iraf.continuum(input = 'FF_estrela.fits',  
              output = 'FF_estrela_fit.fits',  
              type = 'fit',  
              low_reject = '2',  
              high_reject = '2',  
              grow = '0',  
              function = 'spline3',  
              niterate = '10',  
              order = '5',  
              interactive = 'yes',  
              sample = '*')
```

FIGURA 3.9: Tarefa *continuum* em execução.FIGURA 3.10: Função que descreve a forma espectral da lâmpada de *flat-field*.

Agora podemos utilizar a tarefa *imarith* para multiplicar a função do *flat-field* pelo espectro de sua respectiva estrela para obter o mesmo sem a forma espectral da lâmpada (ver Figura 3.11):

$$\frac{\text{estrela\_bias}}{\text{forma do espectro} \times \text{sensibilidade pixel-a-pixel}} \times \text{forma do espectro} = \frac{\text{estrela\_bias}}{\text{sensibilidade pixel-a-pixel}} \quad (3.2)$$

```
iraf.imarith(operand1 = 'estrela_lin.fits',
            op = '*',
            operand2 = 'FF_estrela_fit.fits',
            result = 'estrela_lin_ffcor.fits')
```

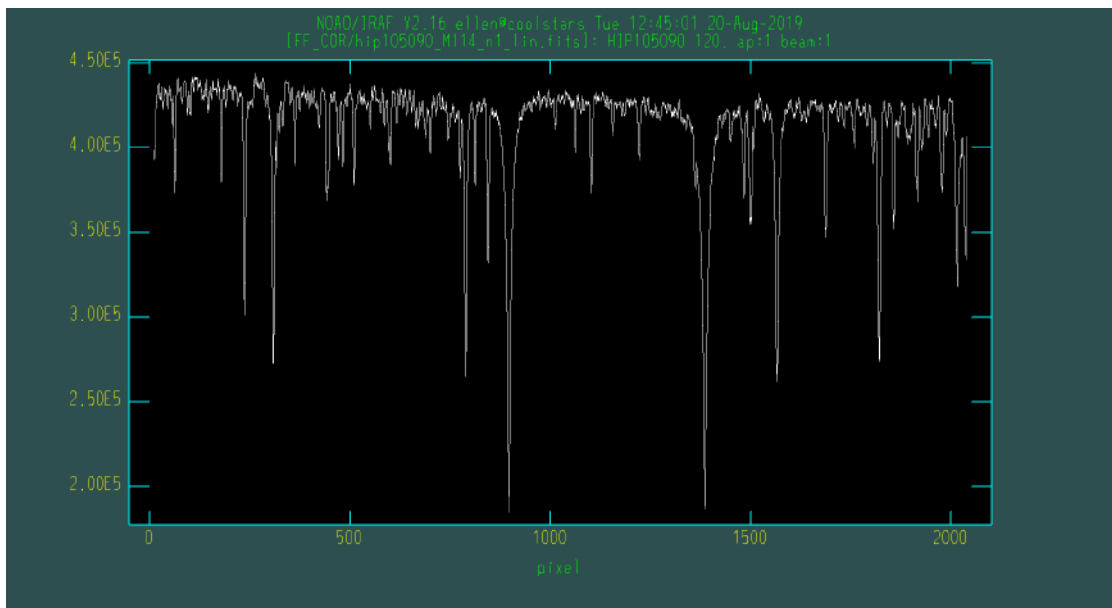
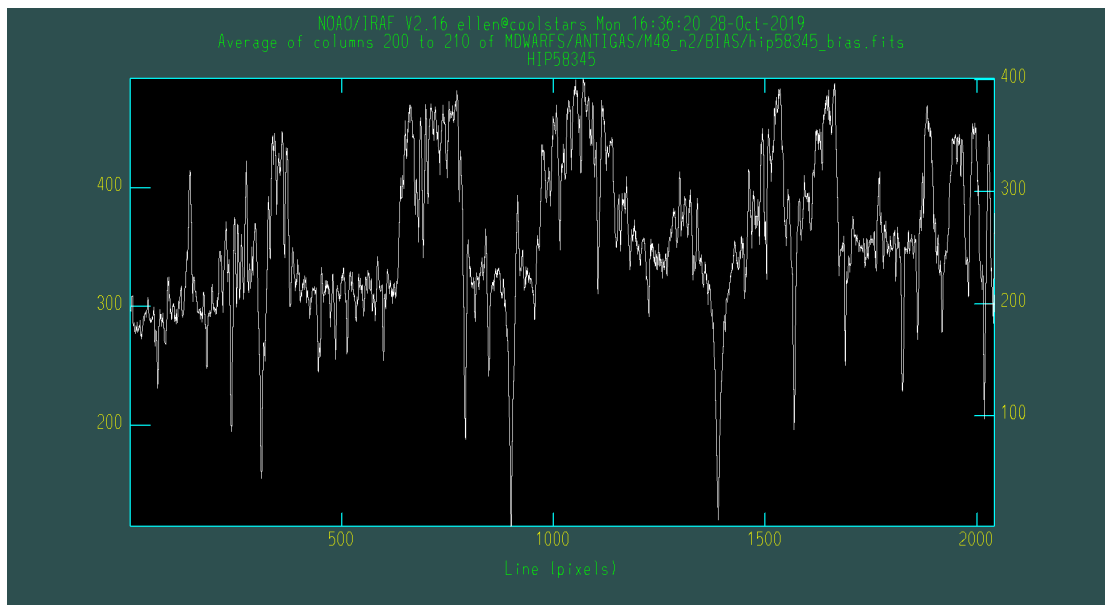
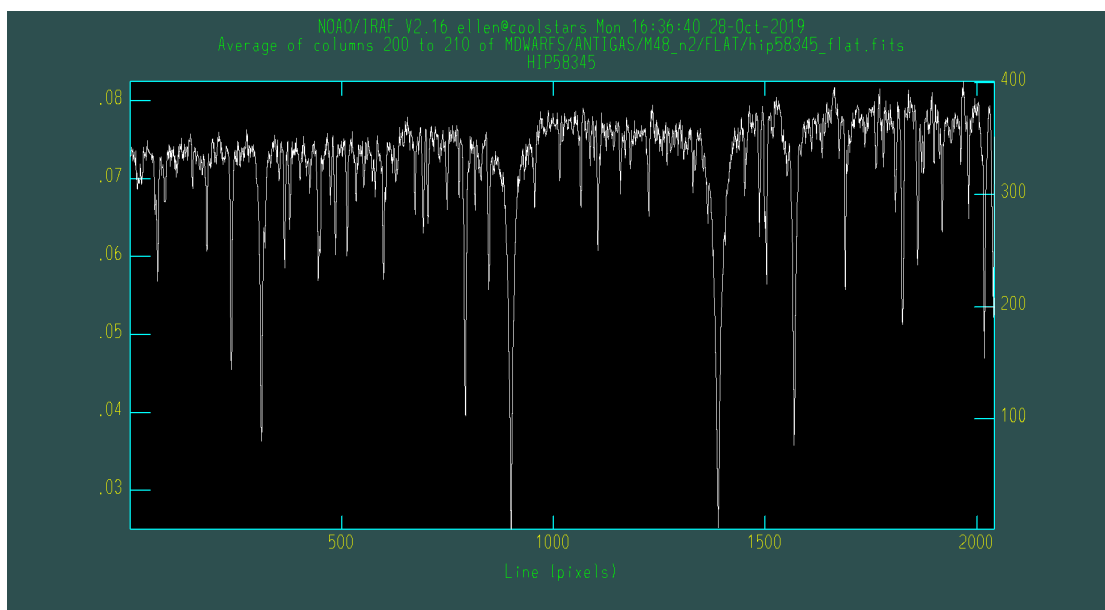


FIGURA 3.11: Estrela HIP 105090 com a forma espectral da lâmpada de *flat-field* removida.

Os espectros das missões antigas não tinham estrutura espectral da lâmpada, mas continham franjamento. Este foi facilmente corrigido ao fazermos a divisão da imagem corrigida em *bias* pelo *flat-field* da noite (ver Figuras 3.12 e 3.13).

É importante ressaltar que a forma do espectro da lâmpada de *flat-field* depende muito do intervalo de comprimento de onda no qual é feita a observação. Ao comparamos com espectros de *flat-field* observados por Eduardo P. Machado em maio de 2019 na região de  $H\alpha$  (aproximadamente 6563 Å), observamos que o espectro possui um perfil linear e podemos confirmar esta afirmação (ver Figura 3.14). É possível visualizar que a forma do espectro O problema em questão foi relatado ao setor técnico do Observatório do Pico dos Dias para tomar as providências cabíveis.

FIGURA 3.12: Estrela HIP 58345 com franjamento antes da correção do *flat-field*.FIGURA 3.13: Estrela HIP 58345 após a correção do franjamento e do *flat-field*.

### 3.2.2 Escala de Comprimento de Onda

Para realizar a calibração de comprimento de onda nos espectros das estrelas da noite, precisamos trabalhar com a imagem da lâmpada de tório-argônio (Th-Ar). Como o Th-Ar não precisou da mesma série de tratamentos que as estrelas (i.e., *apscatter* e correção da forma do *flat-field*), podemos extrair seu espectro a partir da imagem pós-correção *flat-field*, a “*thar\_flat.fits*” (ver Figura 3.15).

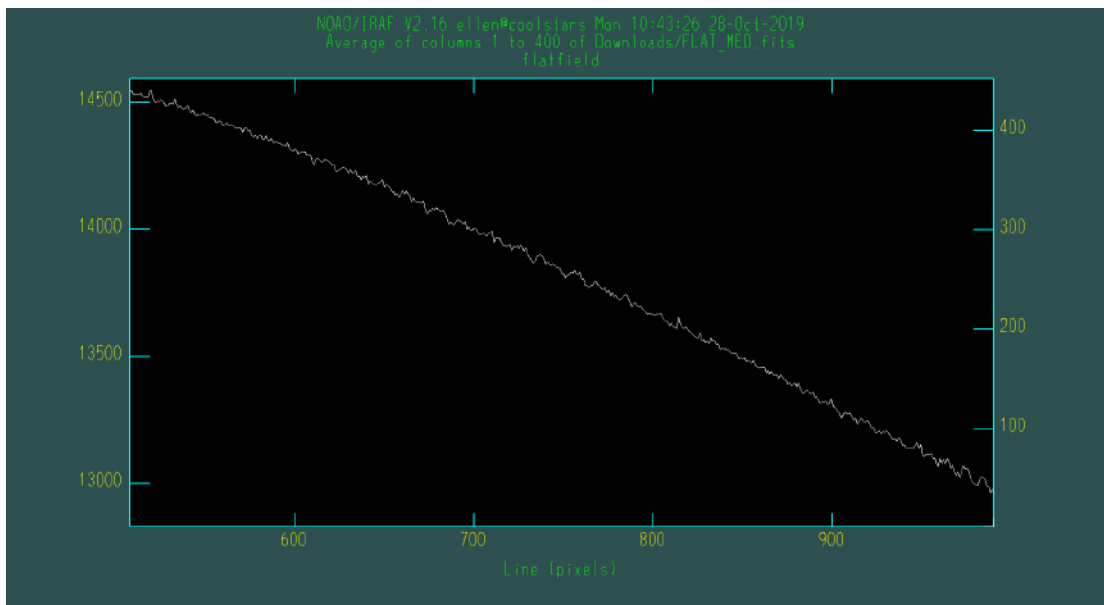


FIGURA 3.14: *Flat-Field* observado por Eduardo P. Machado na região de  $H\alpha$  (2019).

Utilizamos a tarefa *apall* para extrair o espectro do Th-Ar e, assim como na extração do flat-field, usamos os arquivos da pasta *database* contendo a informação sobre a abertura das estrelas da noite. Neste caso, precisamos apenas da abertura de uma estrela bem exposta – escolhemos a anã M com o maior S/R da noite – pois extrairemos o Th-Ar para apenas uma abertura devido a sua estabilidade.

---

```

iraf.apall(input = 'thar_flat.fits',
           output = 'thar_lin.fits',
           references = 'estrela_scatt.fits',
           profiles = 'estrela_scatt.fits',
           t_order = '9',
           interactive = 'no',
           find = 'no',
           ecenter = 'no',
           resize = 'no',
           edit = 'no',
           trace = 'no',
           fittrace = 'no',
           extract = 'yes',
           extras = 'no',
           review = 'yes')

```

---

O IRAF possui um atlas com a identificação das linhas espectrais da lâmpada de tório-argônio cobrindo a região  $3230\text{\AA} - 10540\text{\AA}^*$ . Ao compararmos nosso espectro com o do atlas, conseguimos identificar manualmente 20 linhas não saturadas (ver Figura 3.16). A identificação foi feita pela aluna Nathália M. Paes Leme enquanto estava no projeto.

---

\*[http://iraf.noao.edu/specatlas/thar\\_photron/thar\\_photron.html](http://iraf.noao.edu/specatlas/thar_photron/thar_photron.html)

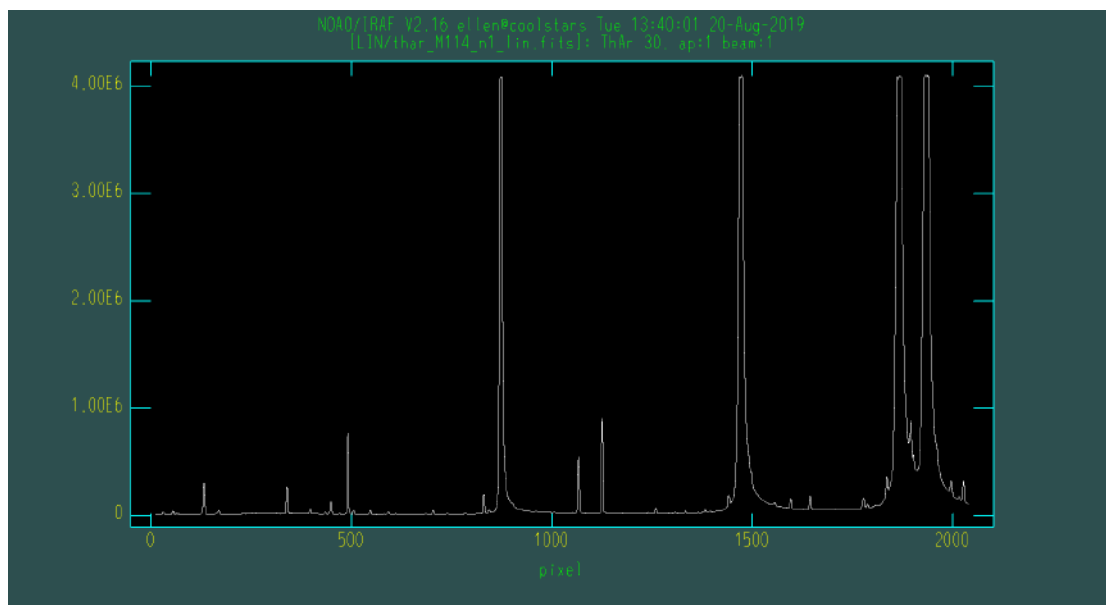


FIGURA 3.15: Espectro unidimensional da lâmpada de tório-argônio (Th-Ar).

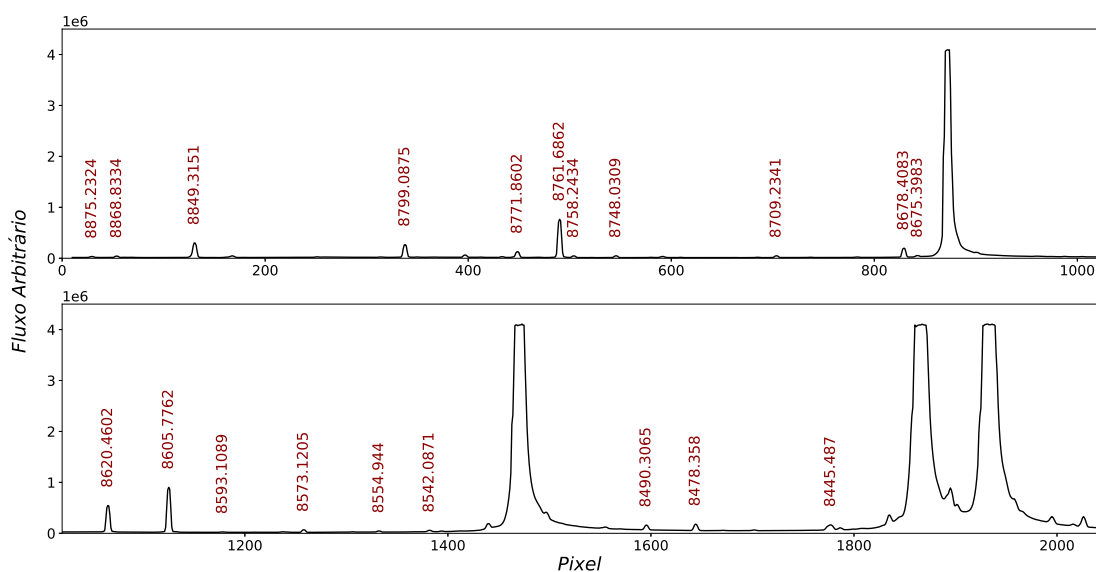
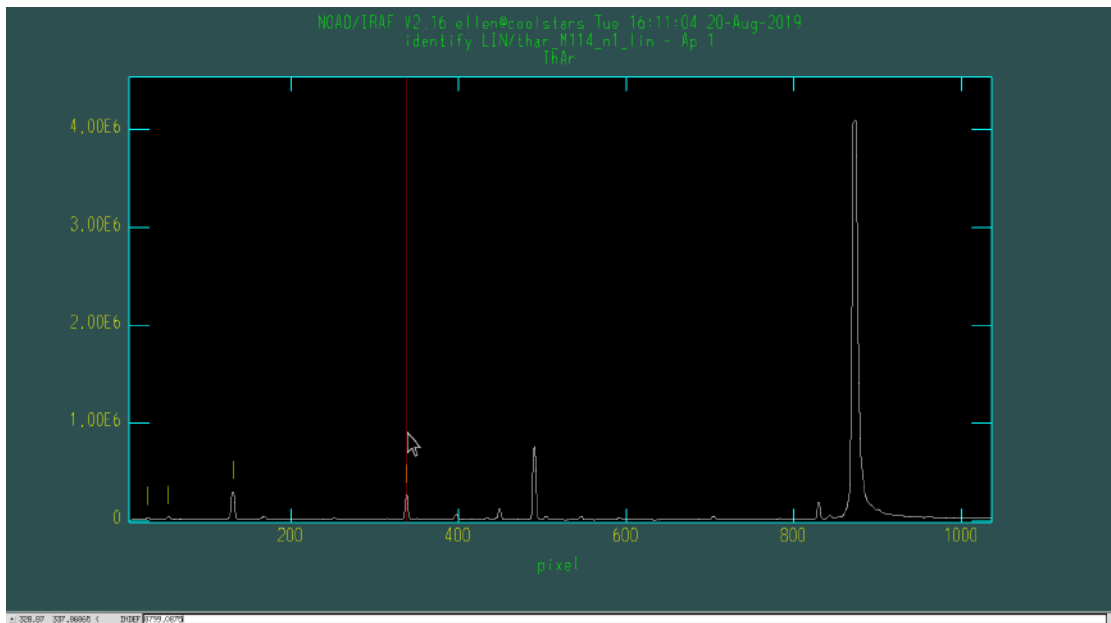
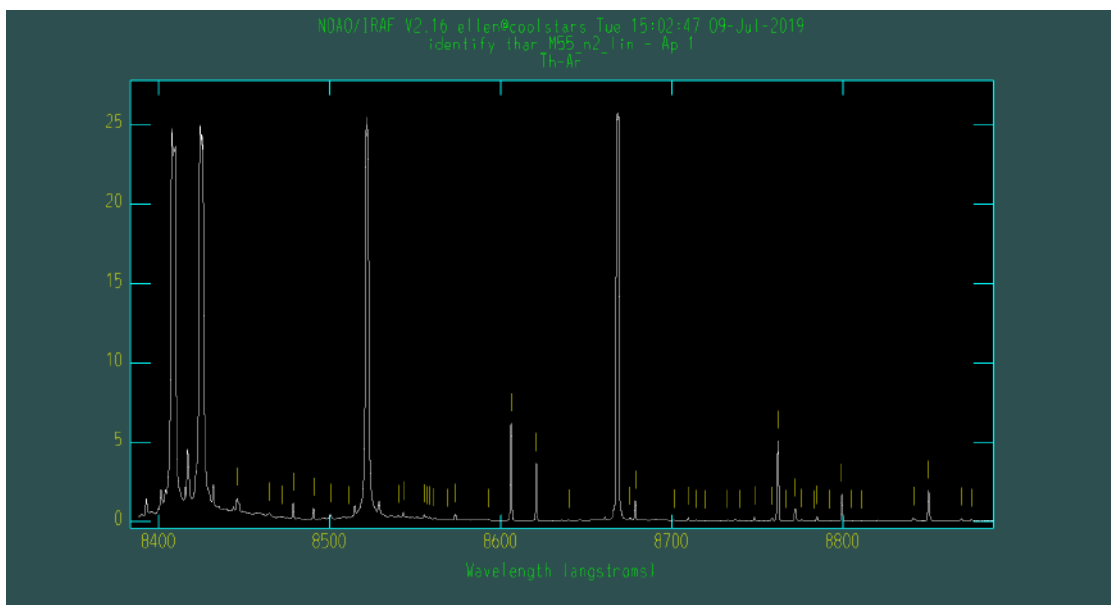


FIGURA 3.16: 19 linhas identificadas do espectro do tório-argônio (Th-Ar).

Utilizamos a tarefa *identify* (pacote *imred/specred*) para criar a calibração de comprimento de onda. Ao executarmos a tarefa, é necessário posicionar o cursor no centro da linha de interesse e pressionar a tecla “m” que irá abrir a caixa para que o usuário digite o comprimento de onda central da linha (ver Figura 3.17). Feito isso para todas as linhas, tecla-se “l” para que todas as outras linhas sejam identificadas automaticamente (ver Figura 3.18) e passamos à visualização da qualidade do ajuste polinomial entre pixel e comprimento de onda. Dependendo da exposição, nem todas as linhas serão úteis, então é necessária a remoção de linhas muito tênues ou saturadas teclando “d” em cima de cada uma.



```
iraf.identify(images = 'thar_lin.fits',  
             coordlist = 'linelists$thar.dat',  
             function = 'legendre',  
             order = '2',  
             sample = '*',  
             niterate = '10',  
             low_reject = '2',  
             high_reject = '2',  
             grow = '0')
```

FIGURA 3.17: Tarefa *identify*: etapa de identificação manual das linhas.FIGURA 3.18: Tarefa *identify*: etapa de identificação automática das linhas.

Quando só sobrarem as linhas úteis, tecla-se “f” para traçar a função que melhor descreve a relação pixel-comprimento de onda ( $\text{\AA}$ ), uma calibração. A relação é basicamente linear, então utilizamos sempre um polinômio de Legendre de ordem 2, obtendo RMS (do inglês, *Root Mean Square*) inferiores a 0.02 – equivale a um erro de  $0.02\text{\AA}$  em comprimento de onda. Depois de escolher a função, tecla-se “q” duas vezes para sair da tarefa e originar o arquivo de texto “idthar.lin” na pasta *database* contendo a calibração.

Para calibrar os espectros das estrelas, é necessário explicitar no *header* da imagem qual Th-Ar será utilizado para a identificação, ou seja, o nome do Th-Ar da noire. Para isso, utilizamos a tarefa *hedit* para adicionar esta informação à imagem.

---

```
iraf.hedit('images' = 'estrela_ffcor_lin.fits',
          'fields' = 'REFSPEC1',
          'value' = 'thar_lin.fits')
```

---

Utilizamos a tarefa *dispcor* (pacote *imred/specpred*) para calibrar os espectros das estrelas em comprimento de onda. As abscissas dos espectros passam de pixel para  $\text{\AA}$  (ver Figura 3.19).

---

```
iraf.dispcor(input = 'estrela_ffcor_lin.fits',
            output = 'estrela_lambda.fits',
            database = 'database')
```

---

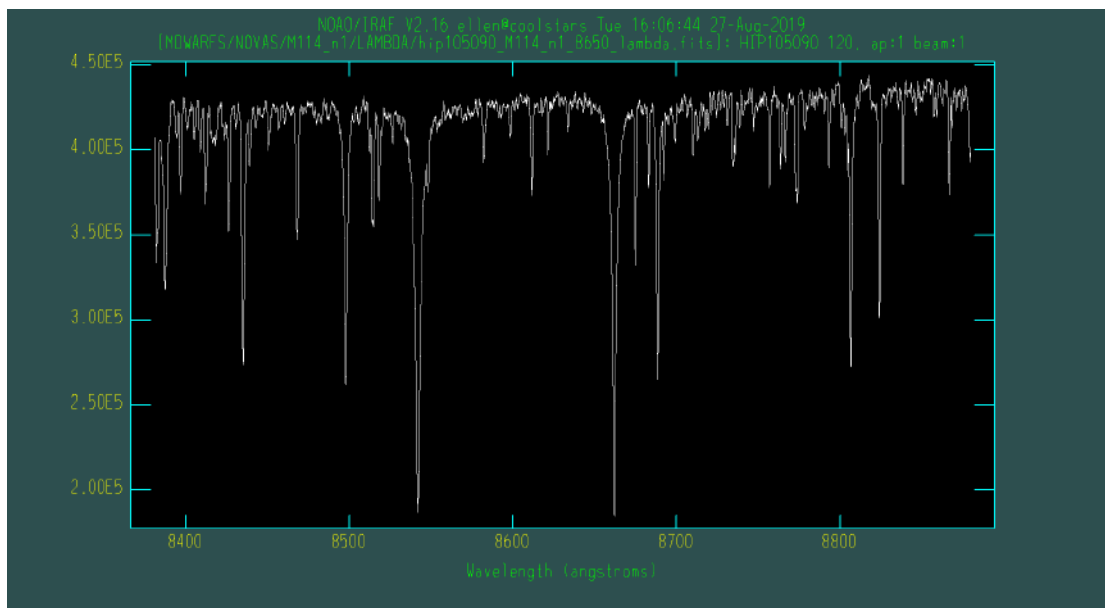


FIGURA 3.19: Espectro calibrado em comprimento de onda.

### 3.2.3 Calibração em Fluxo

Observamos estrelas padrão de fluxo em massas de ar diferentes em todas as noites de observação utilizando a mesma configuração instrumental. Esta etapa é essencial para podermos transformar contagens em fluxo. As estrelas utilizadas podem ser encontradas no diretório *onedstds/spec16cal/* do IRAF, o mesmo contém o fluxo tabelado de janelas de 16 Å de largura para 20 estrelas nas regiões azul (3300 a 7550Å) e vermelha (6020 a 10300Å).

Primeiramente, utilizamos a tarefa *standard* (pacote *onedspec*) para integrar as contagens de cada janela predefinida pelo arquivo da estrela em questão (contido no diretório mencionado acima). Existem 30 janelas na região contemplada por nossos espectros (ver Figura 3.20). Só devemos utilizar janelas situadas no contínuo, então foi necessária a remoção de algumas delas utilizando a tecla “d” (ver Figura 3.21). O resultado da tarefa é um arquivo de texto contendo o comprimento de onda central, o fluxo tabelado, a largura e as contagens de cada janela. O fluxo em questão está contido nos arquivos individuais das estrelas no diretório *spec16cal* e foi calculado comparando observações dessas estrelas com espectros de Vega, padronizando o fluxo em regiões específicas do contínuo (janelas mencionadas anteriormente) de forma que Vega tenha magnitude AB de  $3.5 \times 10^{-20}$  erg s<sup>-1</sup> cm<sup>-2</sup> Hz<sup>-1</sup> em 5556 Å.

A seguir vemos um exemplo dos parâmetros de entrada para a estrela HD 100889, onde *@instd* é uma lista contendo todos os espectros da estrela padrão da noite:

---

```
iraf.standard(input = '@instd',
              output = 'std',
              star_name = 'hd100889red',
              caldir = 'onedstds$spec16cal/',
              observatory = 'lna')
```

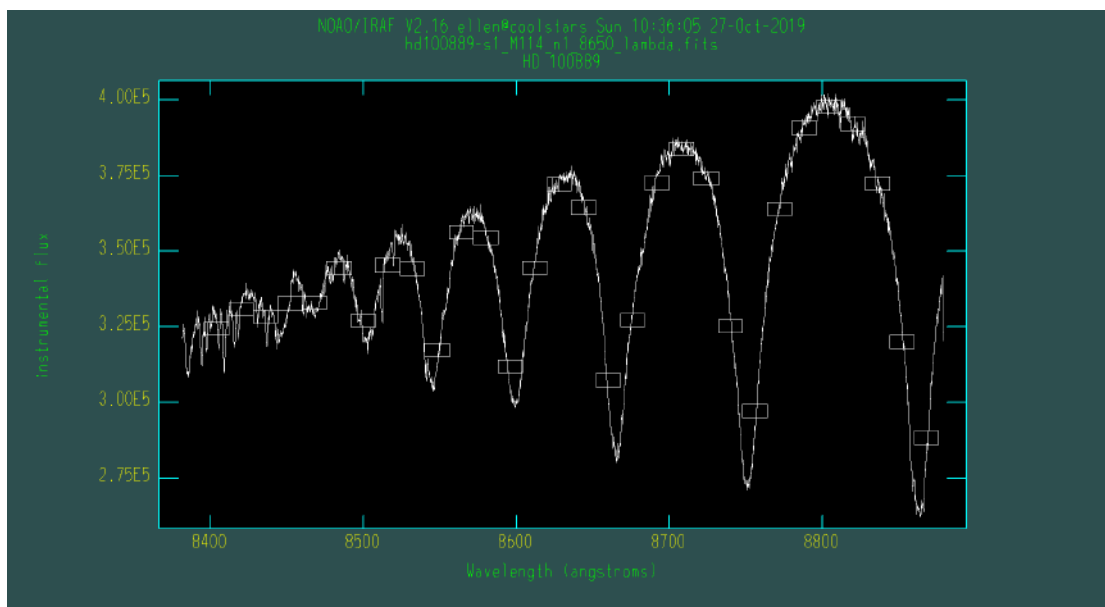
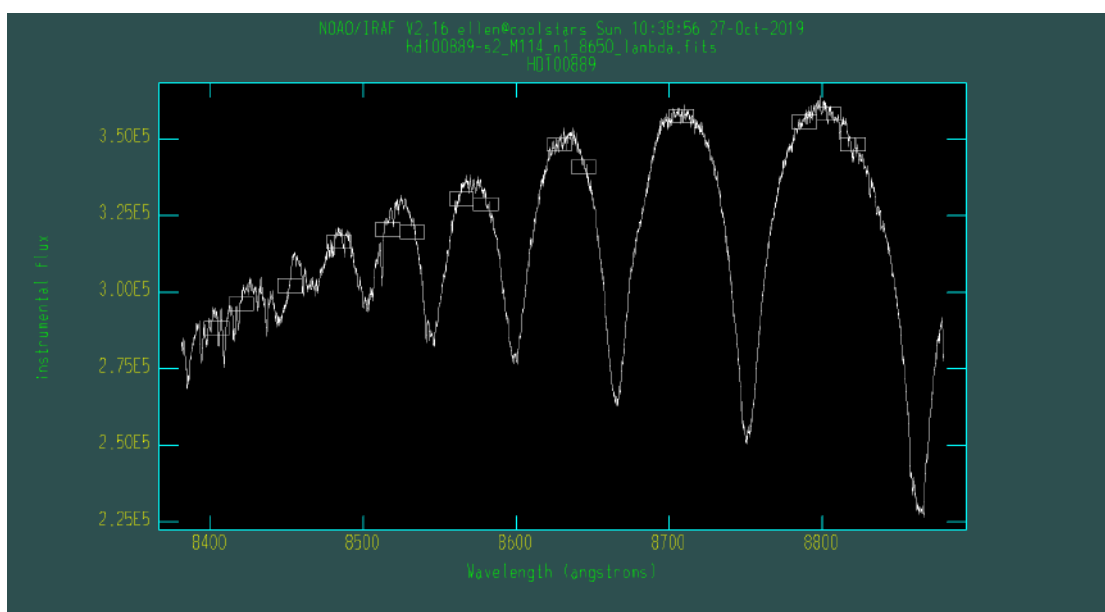
---

Agora podemos utilizar o arquivo de saída na tarefa *sensfunc* (pacote *onedspec*) para determinar a função de sensibilidade do detector. Precisamos de, no mínimo, duas observações da estrela padrão para poder traçar a função. Caso contrário, utiliza-se as observações da estrela padrão da noite anterior ou posterior, a que tiver sido mais parecida climaticamente em termos da presença de nuvem, chuva e umidade.

---

```
iraf.sensfunc(standards = 'std',
              sensitivity = 'sens',
              observatory = 'lna',
              function = 'spline3',
              order = '1',
              interactive = 'yes',
              graphs = 's r i a')
```

---

FIGURA 3.20: Tarefa *standard*: janelas predefinidas.FIGURA 3.21: Tarefa *standard*: após a remoção das janelas fora do contínuo.

Ao executar a tarefa, podemos visualizar 4 gráficos: a função de sensibilidade, resíduos da função de sensibilidade e fluxo contra comprimento de onda e resíduos contra massa de ar (ver Figura 3.22). A função de sensibilidade não é muito complexa, então na maioria dos casos utilizamos uma função *spline* cúbica de ordem 1 ou 2 para fazer o ajuste.

É necessário utilizar o comando “s” (*shift*) para alterar os dados de forma que a sensibilidade média das estrelas seja a mesma que a da estrela com maior sensibilidade média (ver Figura 3.23). Se ao menos uma das observações foi feita com o céu limpo,

isso compensa a variação de extinção causada pelas nuvens por estar eliminando desvios médios.

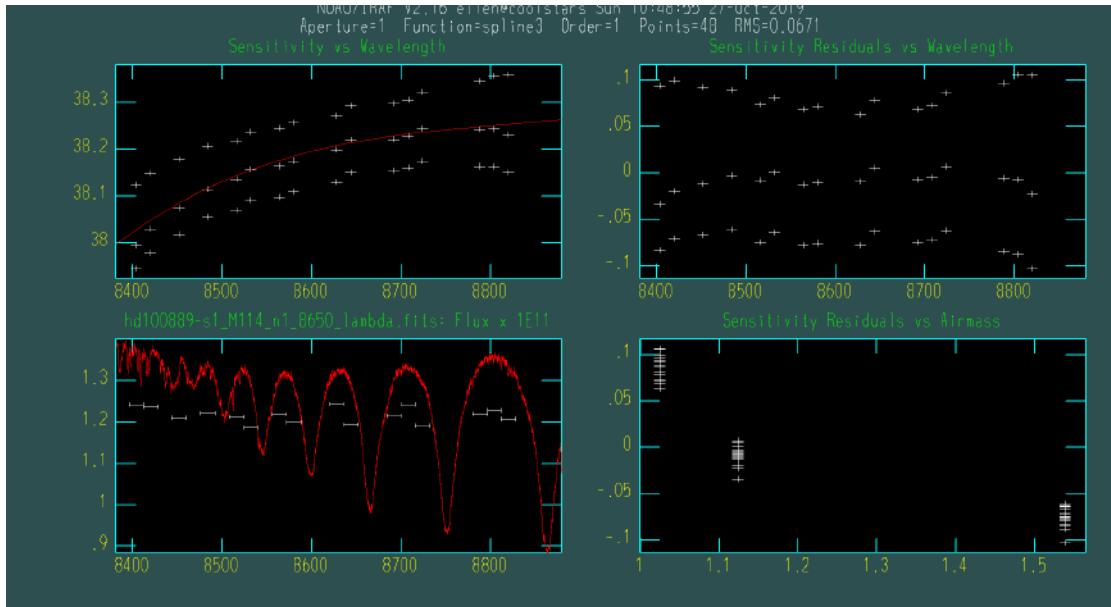


FIGURA 3.22: Tarefa *sensfunc*: gráficos da execução. O gráfico superior esquerdo contém a função de sensibilidade, o superior direito representa os resíduos da função de sensibilidade, o inferior esquerdo representa o espectro da estrela padrão após a aplicação da função de sensibilidade e o gráfico inferior direito contém os resíduos da função de sensibilidade contra as massas de ar nas quais foram observados os espectros da estrela padrão. No primeiro gráfico, as cruze brancas são a sensibilidade de cada ponto de cada espectro, então como temos 3 estrelas, temos 3 pontos para o mesmo valor de comprimento de onda e a curva vermelha é a função de sensibilidade.

O resultado da tarefa é um arquivo fits “*sens.0001.fits*” contendo a função de sensibilidade da noite. A partir deste momento, não precisamos mais das estrelas de calibração de fluxo, então só aplicamos o próximo passo para as estrelas que são objetivo do nosso trabalho.

Para calibrar todas as estrelas em fluxo, utilizamos a tarefa *calibrate* (pacote *onedspec*). Os parâmetros de entrada são as estrelas calibradas em comprimento de onda “*estrela\_lambda.fits*” e a função de sensibilidade. Na figura 3.24 temos o espectro calibrado da estrela HD 100889 utilizada como exemplo nas figuras desta subseção.

---

```

iraf.calibrate(input = '@estrelas',
              output = '@estrelas_cal',
              observatory = 'lna',
              sensitivity = 'sens')

```

---

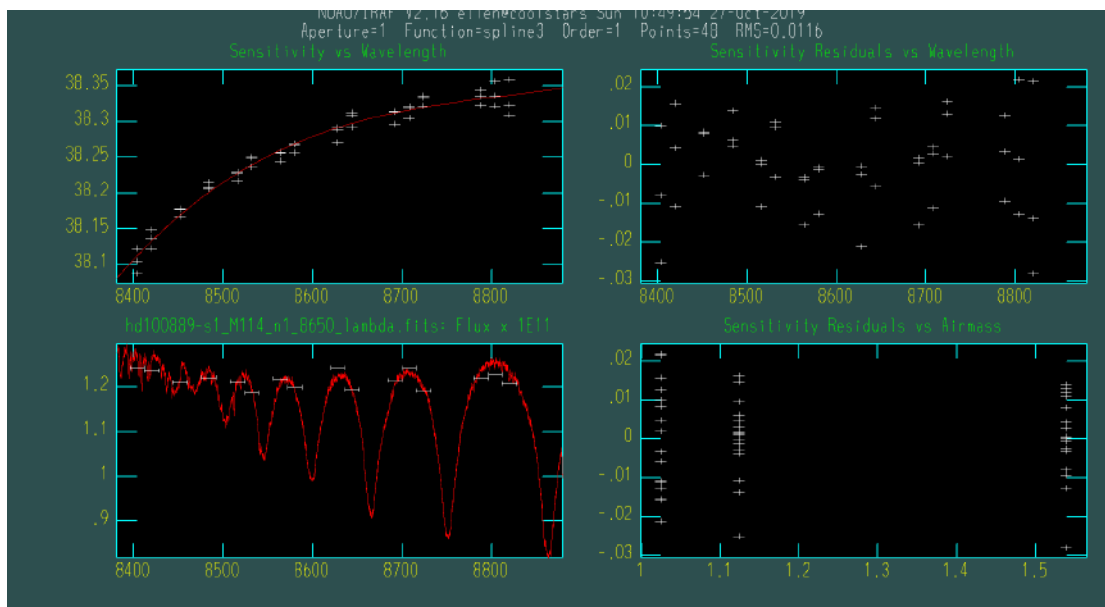


FIGURA 3.23: Tarefa *sensfunc*: após realizar o deslocamento das sensibilidades médias. O gráfico superior esquerdo contém a função de sensibilidade, o superior direito representa os resíduos da função de sensibilidade, o inferior esquerdo representa o espectro da estrela padrão após a aplicação da função de sensibilidade e o gráfico inferior direito contém os resíduos da função de sensibilidade contra as massas de ar nas quais foram observados os espectros da estrela padrão. No primeiro gráfico, temos agora os dados após “deslocamento” e, em vermelho, a função de sensibilidade final.

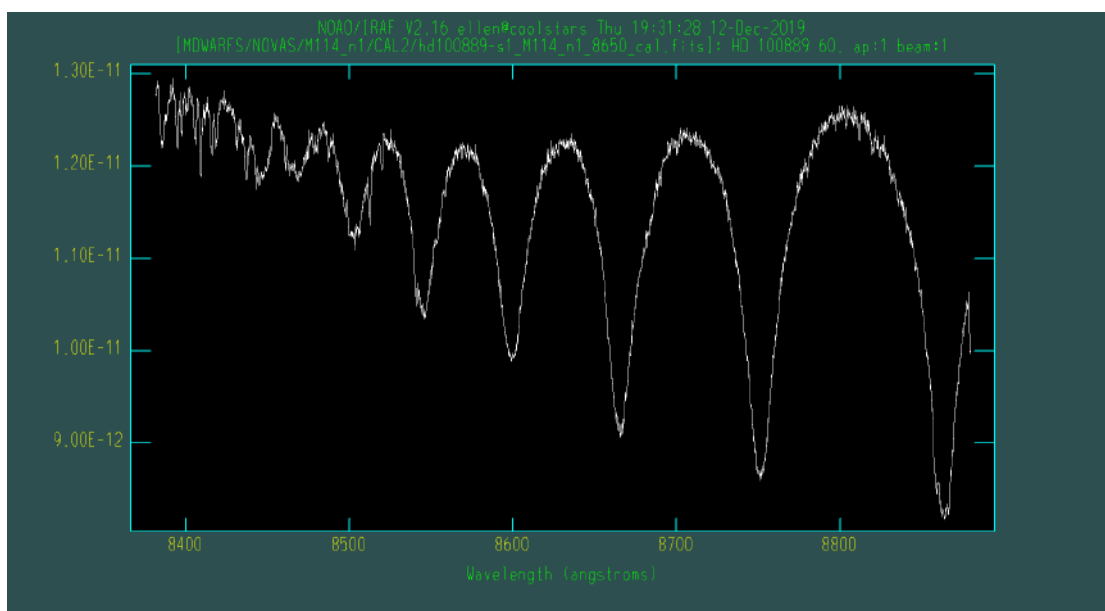


FIGURA 3.24: Estrela padrão HD 100889 calibrada em fluxo.

### 3.2.4 Velocidade Radial e Correção Doppler

As estrelas observadas se movem com diferentes velocidades em relação à Terra, isto é, a radiação emitida por elas sofre desvio Doppler. É crucial termos espectros em repouso para que todos estejam no mesmo referencial heliocêntrico. Neste passo,

utilizamos uma estrela quente (M0V, M1V ou M2V) e uma fria (M3V ou M4V) de cada missão – já que o espectro de anãs M varia muito ao reduzir o subtipo espectral. Seleccionamos 10 linhas espectrais relativamente isoladas, espalhadas ao longo de todo o intervalo espectral e com os comprimentos de onda centrais em repouso determinados em laboratório.

As linhas utilizadas podem ser visualizadas na Figura 3.25 e os valores de comprimento de onda central foram obtidos do *Atomic Spectra Database\** versão 5.7 (ver Tabela 3.2).

TABELA 3.2: Linhas atômicas utilizadas para calcular o desvio Doppler.

$\lambda_{central}$	Elemento
8468.407	Fe I
8611.803	Fe I
8621.600	Fe I
8633.956	Ca I
8682.987	Ti I
8688.625	Fe I
8757.187	Fe I
8763.966	Fe I
8806.575	Mg I
8824.221	Fe I

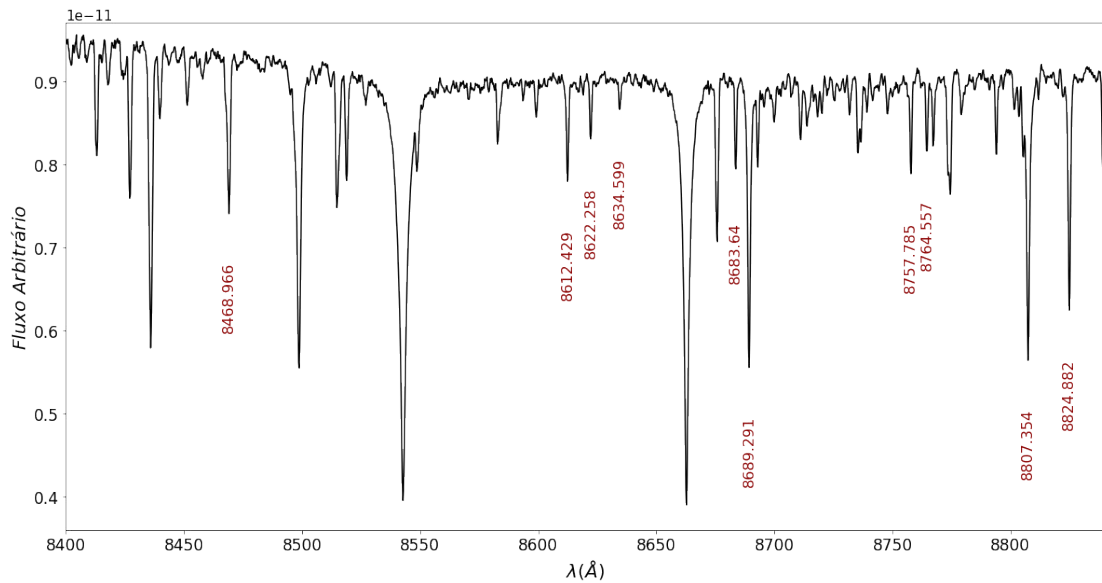


FIGURA 3.25: Linhas atômicas e transições moleculares identificadas no espectro de uma anã M0V (HIP 105090).

Utilizamos a tarefa *splot* para visualizar o espectro de cada estrela escolhida. Após ampliar o gráfico em torno da região da linha, tecla-se “k” no que é considerado o início e o fim da linha espectral (ver Figura 3.26) e a tarefa realiza um ajuste gaussiano no perfil

\*<https://www.nist.gov/pml/atomic-spectra-database>

observado. Ao realizar o procedimento para todas as linhas, tecla-se “q” para finalizar a execução. O tarefa gera um arquivo chamado *splot.log* contendo o comprimento de onda central, fluxo e a largura equivalente de cada linha conforme obtidos através do ajuste gaussiano.

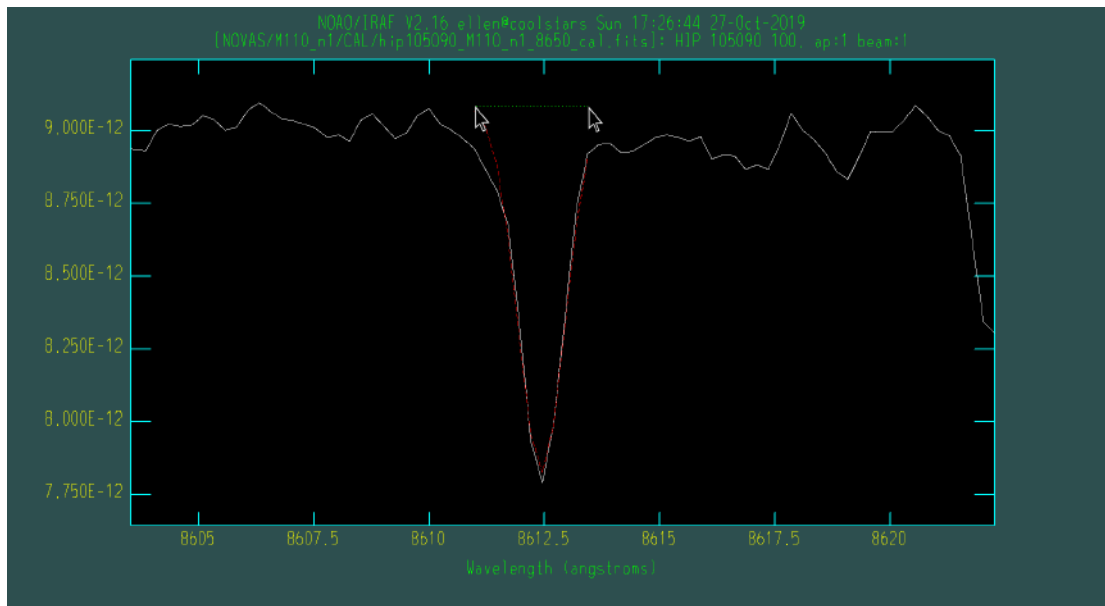


FIGURA 3.26: Exemplo de medição do centro das linhas atômicas com a tarefa *splot* através de um ajuste gaussiano.

Calculamos a velocidade observada (km/s) das duas estrelas de cada missão triviamete por meio da equação

$$v_{obs} = c \times \frac{(\lambda_{obs} - \lambda_{rep})}{\lambda_{rep}}, \quad (3.3)$$

onde  $c$  é a velocidade da luz (299792 km/s) e  $\lambda_{obs}$  e  $\lambda_{rep}$  são, respectivamente, os comprimentos de onda central medido e em repouso.

Cada linha nos fornecerá um valor diferente de velocidade observada, então calculamos a média e a dispersão dos valores observados para obtermos a velocidade observada final da estrela (ver Figura 3.27). Utilizamos a tarefa *dopcor* (pacote *onedspec*) para corrigir o desvio Doppler de cada estrela escolhida e obtivemos espectros em repouso (ver Figura 3.28).

---

```
iraf.dopcor(input = 'estrela_cal.fits',
            output = 'estrela_dopcor.fits',
            redshift = 'vobs',
            isvelocity = 'yes')
```

---



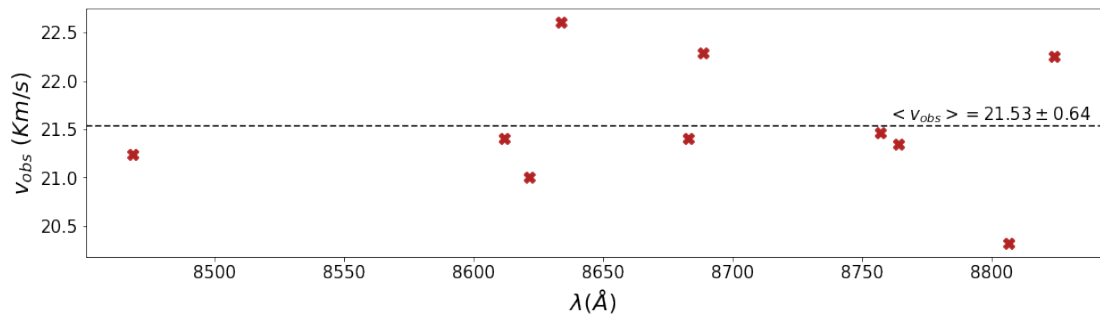


FIGURA 3.27: Velocidade observada encontrada para cada linha e  $v_{obs}$  final da estrela HIP 105090 observada em junho de 2017.

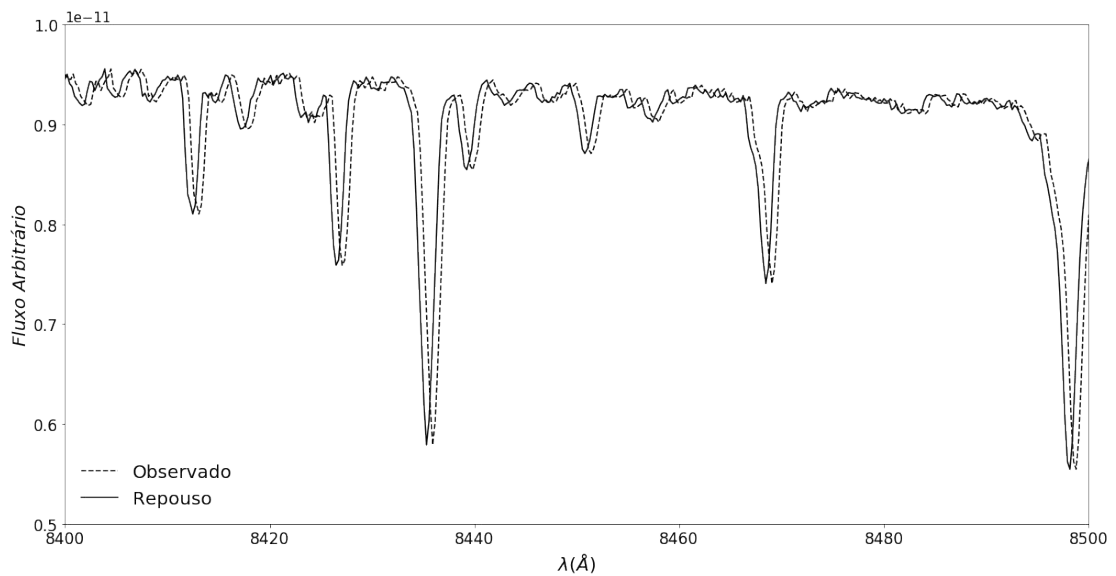


FIGURA 3.28: Espectro da estrela HIP 105090 antes e depois da correção do desvio Doppler. As linhas tracejada e contínua representam o espectro antes e depois da correção, respectivamente.

Ao finalizar o procedimento descrito acima para as duas estrelas de cada missão, podemos utilizá-las como referências fundamentais de comprimento de onda de repouso para corrigir os desvios Doppler de todas as outras estrelas observadas utilizando a tarefa *fxcor* (pacote *rv*) que realiza o cálculo da função de correlação cruzada entre a estrela analisada e a estrela gabarito já com a escala de comprimento de onda em repouso. A tarefa analisa as duas estrelas em repouso (gabarito) e escolhe a que mais se assemelha ao espectro da estrela que será corrigida (ver Figura 3.29).

---

```

iraf.fxcor(objects = '@missao',
           templates = '@gabarito',
           apertures = '*',
           osample = '*',
           rsample = '*',
           function = 'gaussian',
           output = 'v_missao',
           verbose = 'txtonly',
           observatory = 'lna')

```

---

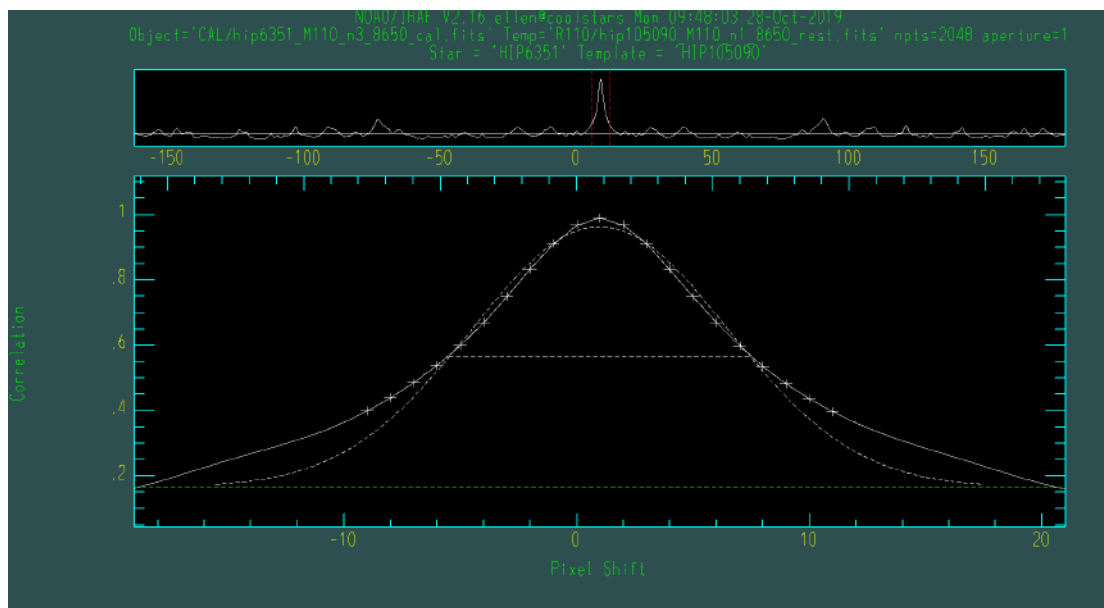


FIGURA 3.29: Tarefa *fxcor*: execução.

Na figura 3.29, a gaussiana representa a correlação entre o gabarito e a estrela. Quanto menores as asas do perfil de correlação, melhores as correlações. Para mudar o ajuste, é possível alterar o valor da base da gaussiana clicando “b” (*background*) até o ponto em que a linha tracejada se assemelhe mais à linha contínua (ver Figura 3.30). Tecla-se “r” para redesenhar o pico de correlação, “n” para passar para o próximo espectro, “p” para retornar ao espectro anterior, “e” para a mostrar a velocidade heliocêntrica encontrada (ver Figura 3.31) e “q” para sair da execução.

A tarefa gera um arquivo de texto com o nome dado ao parâmetro *output* e contém o dia Juliano (dias), velocidades observada, relativa e heliocêntrica e as incertezas (calculadas a partir do desvio padrão da gaussiana de correlação) das velocidades para cada estrela. Utilizamos estas velocidades na tarefa *dopcor* para corrigir os desvios Doppler de todas as estrelas.

Encontramos um bom acordo entre nossas velocidades heliocêntricas e as do catálogo Gaia (ver Figura 3.32). A *outlier* presente no gráfico é a GJ 4074. Verificamos manualmente os comprimentos de onda central de cada linha do espectro e obtivemos uma

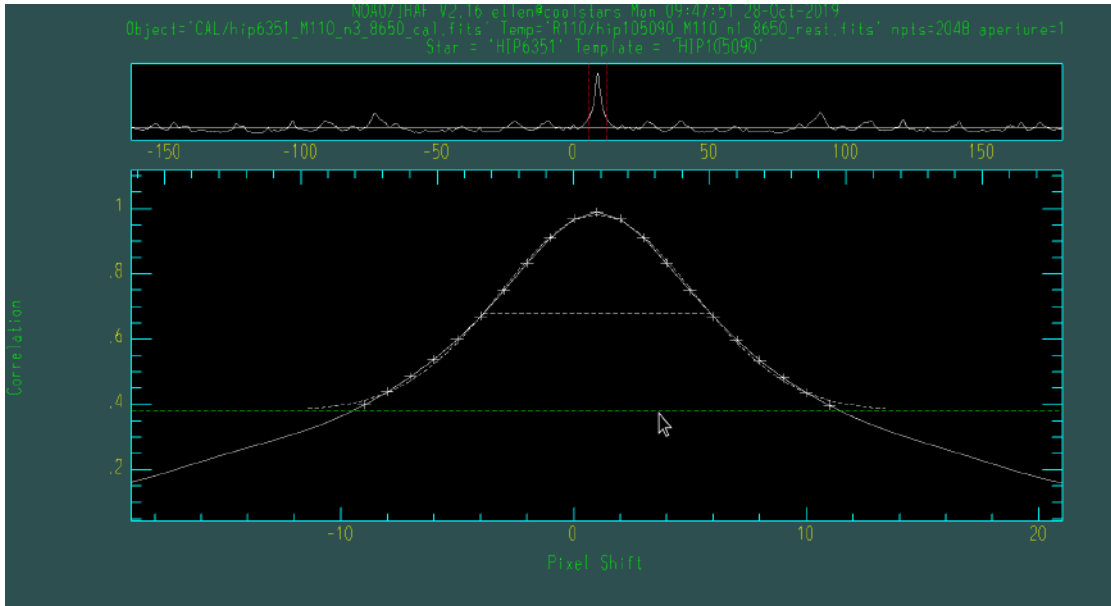


FIGURA 3.30: Tarefa *fxcor*: ajustando o melhor *background*.

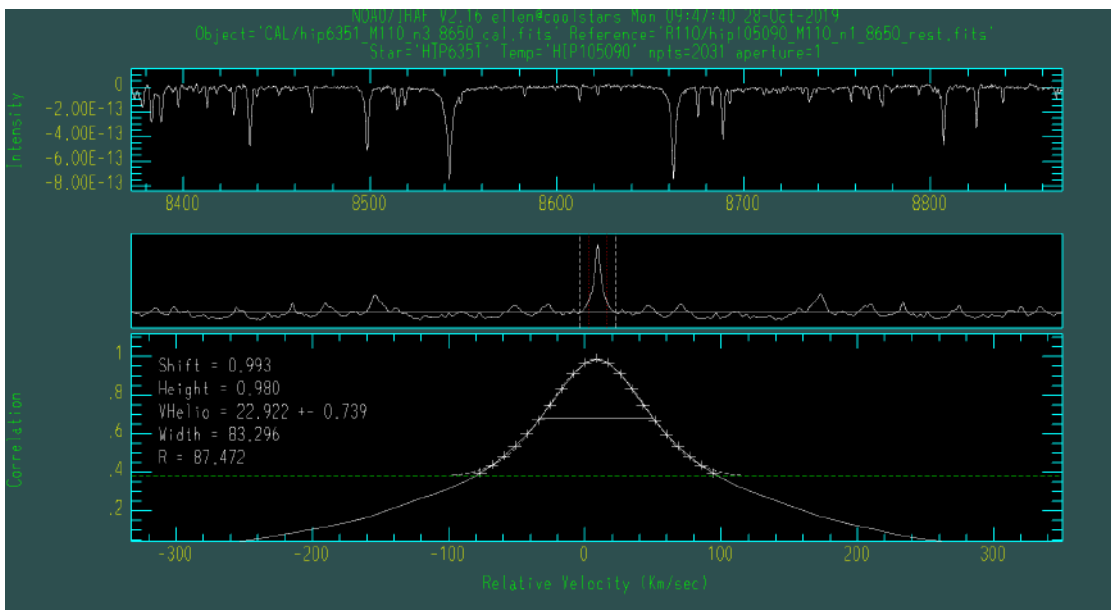


FIGURA 3.31: Tarefa *fxcor*: velocidade heliocêntrica.

velocidade muito próxima da encontrada pela tarefa *fxcor*. Também verificamos as coordenadas da estrela em questão, de modo que não temos uma explicação simples para o desvio encontrado, mas o acordo geral para toda nossa amostra é bom. O valor médio dos desvios de nossos valores para os valores Gaia são de aproximadamente 3 km/s.

Os valores das velocidades de todas as estrelas podem ser encontrados no Apêndice C.

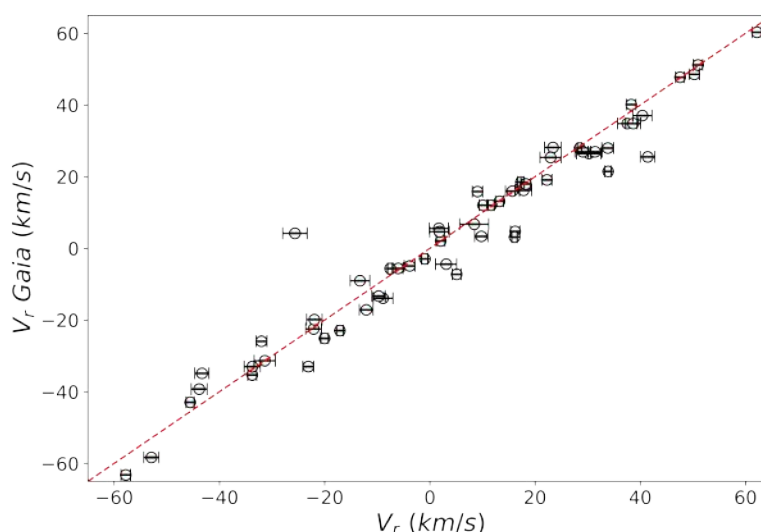


FIGURA 3.32: Comparação entre nossas velocidades radiais e as do Gaia. A linha vermelha representa a a relação 1:1 entre os valores. As incertezas das velocidades do Gaia são da ordem de 0.01 km/s, por isso não podem ser vistas no gráfico.

### 3.2.5 Normalização

O gás quente da atmosfera da estrela tem uma emissão muito aproximada à de um corpo negro, obedecendo a Lei de Planck. Se não houvesse processos de espalhamento, absorção e emissão, teríamos um espectro isento de linhas espectrais (ver Figura 3.1). A normalização consiste em traçar uma função que descreve o contínuo e dividir o espectro por esta, obtendo o contínuo com fluxo normalizado igual a 1, linhas de absorção com fluxo no centro da linha entre 0-1 e linhas de emissão com fluxo no centro da linha maior do que 1.

Pela complexidade do espectro das anãs M, a própria identificação do contínuo fica muito prejudicada. Para as estrelas mais frias dessa classe, a absorção das moléculas de TiO, principalmente, é responsável por um rebaixamento substancial do contínuo (ver Figuras 3.33 e 1.2). Dessa forma, escolhemos dividir a normalização em tipos espectrais quentes (K, M0 e M1) e frios (a partir de M2). Utilizamos a tarefa *continuum* para esta etapa. Optamos por uma forte restrição dos pontos abaixo do contínuo, em  $1 \sigma$ , para rejeitar as estruturas de absorção e uma fraca restrição acima,  $4 \sigma$ , para que o ruído seja levado em conta na normalização e também para rejeitar raios cósmicos e quaisquer defeitos de extração.

As estrelas consideradas quentes possuem um contínuo mais facilmente identificável, então uma função Legendre de ordem 3, 4 ou, no máximo, 5\* foi suficiente para descrever o contínuo (ver Figura 3.34).

---

\*Casos especiais de espectros com algum resíduo do *flat-field*.

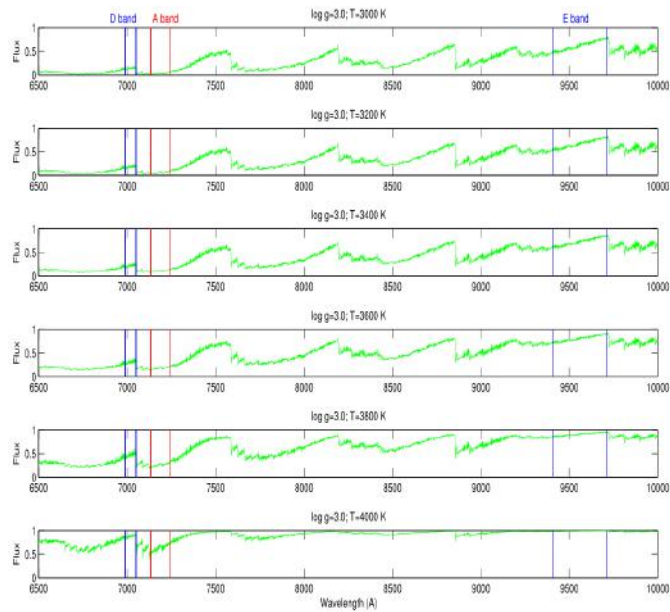


FIGURA 3.33: Absorção das bandas de TiO no espectro de anãs M (Azizi and Mirtorabi 2015). O início das bandas são as regiões com quedas bruscas do fluxo no espectro, como pode ser visto em aproximadamente 7600 Å. A contribuição das bandas vai diminuindo até atingir o início da próxima.

---

```

iraf.continuum(input = '@quente_dopcor',
               output = '@quente_norm',
               type = 'ratio',
               interactive = 'yes',
               sample = '*',
               function = 'legendre',
               order = '3',
               low_reject = '1.0',
               high_reject = '4.0',
               niterate = '10')

```

---

Para as estrelas frias, decidimos aproximar o contínuo à uma reta ligando os dois pontos mais altos do espectro, aproximadamente 8400 e 8850 Å, considerando estes pontos como o contínuo verdadeiro que não foi rebaixado pelas bandas de TiO. É possível observar a permanência destes pontos no contínuo na Figura 1.2. Sendo assim, utilizamos uma função Legendre de ordem 2 (uma reta) e atribuímos pesos altos aos “pontos de contínuo” para que a tarefa desconsiderasse o restante do espectro na hora de calcular a função. Dentro da execução da tarefa *continuum* (pacote *imred/specpred*), tecla-se “a” em cima do ponto de interesse (ver Figura 3.35), digita-se o peso desejado e confirma-se o valor fornecido. Utilizamos peso 1000 para cada ponto. Ao fazer isso para os dois pontos, tecla-se “f” para atualizar a função e “q” para terminar a execução (ver 3.36).

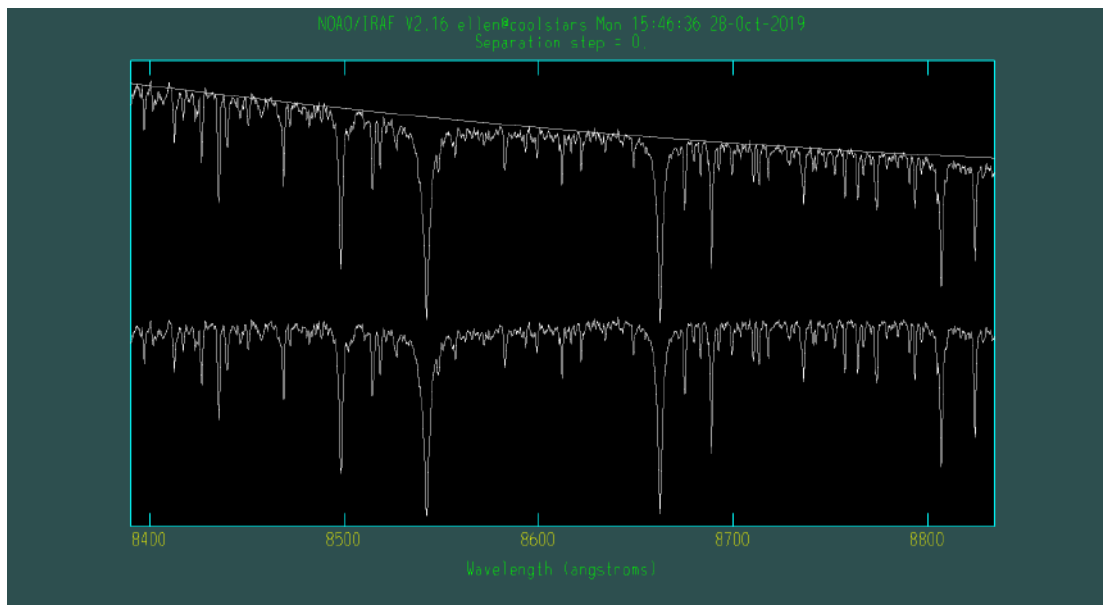


FIGURA 3.34: Função do contínuo e espectro da estrela HD 103932 antes e depois da normalização.

---

```

iraf.continuum(input = '@fria_dopcor',
               output = '@fria_norm',
               type = 'ratio',
               interactive = 'yes',
               sample = '*',
               function = 'legendre',
               order = '2',
               low_reject = '1.0',
               high_reject = '4.0',
               niterate = '10')

```

---

Ao finalizarmos a normalização, encontramos a cobertura espectral comum à todos os espectros e utilizamos a tarefa *scopy* para cortá-los. A cobertura final dos espectros é de 3900.17-8834.47 Å.

---

```

iraf.scopy(input = 'estrelas_norm',
           output = '@estrelas_final',
           w1 = '3900.',
           w2 = '8834.')

```

---

A etapa de normalização encerra a redução de dados e podemos proceder à análise. Obtivemos um total de 247 espectros reduzidos de 178 estrelas.

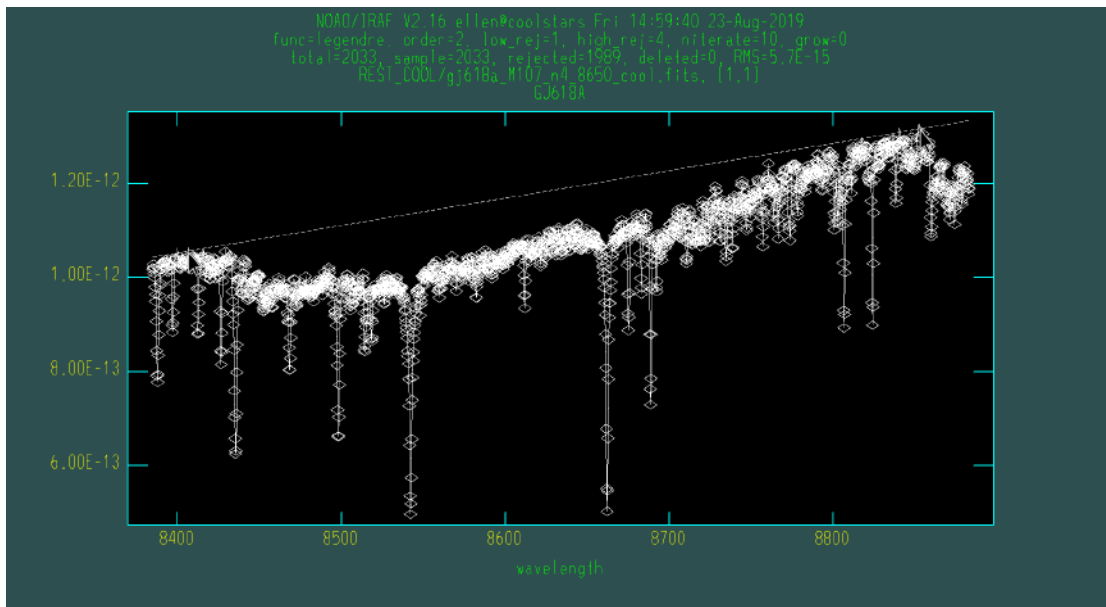


FIGURA 3.35: Tarefa *continuum*: definindo pesos para os pontos de contínuo.

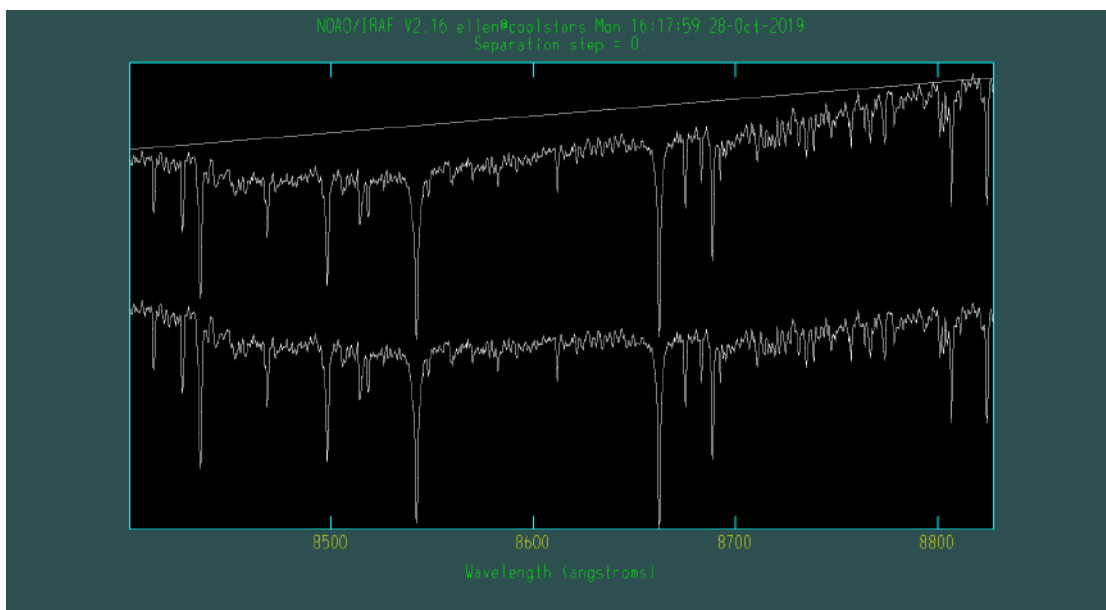


FIGURA 3.36: Função do contínuo e espectro da estrela GJ 618A antes e depois da normalização.





## Capítulo 4

# Construção dos Índices Espectrais

A derivação precisa dos parâmetros atmosféricos de anãs M ainda é muito desafiadora. Frias e intrinsecamente fracas, quanto menor a temperatura, maior a quantidade de moléculas diatômicas e triatômicas na atmosfera (Casagrande et al. 2008), tornando difícil a identificação do contínuo e das linhas espectrais. Por causa disso, a maioria das técnicas utilizadas para a determinação de parâmetros atmosféricos, principalmente temperatura efetiva e metalicidade, são baseadas em calibrações usando cores (e.g., Bonfils et al. 2005; Casagrande et al. 2008; Neves et al. 2012) ou índices espectrais em regiões não dominadas por bandas moleculares (e.g., Rojas-Ayala et al. 2012; Mann et al. 2013; Newton et al. 2014; Newton et al. 2015; López-Valdivia et al. 2019).

Um índice é uma região espectral composta por um grupo de linhas atômicas e/ou moleculares que não podem ser distinguidas individualmente, mas que, em conjunto, mostram sensibilidade à variação de um ou mais parâmetros atmosféricos. Sua definição é feita a partir da inspeção visual do espectro, ou seja, não precisamos de um conhecimento prévio sobre as propriedades físicas da estrela. Além disso, a técnica independe de modelos de estrutura interna ou atmosfera estelar, sendo diretamente aplicável ao espectro sem a necessidade de tecer hipóteses e interpretações prévias a respeito da definição dos índices. Sendo assim, esta técnica é extremamente valiosa, ainda mais trabalhando com estrelas tão pouco exploradas na literatura e com espectros de alta complexidade e de resolução intermediária. Dessa forma, resolvemos trabalhar com os índices espectrais por terem se mostrado eficientes em derivar parâmetros atmosféricos de maneira competitiva. Além disso, o método de índices espectrais já foi utilizado com sucesso por membros do grupo para as estrelas de tipo F, G e K (e.g., Ghezzi et al. 2014; Giribaldi et al. 2019).

## 4.1 Definição dos Índices

A definição dos índices espectrais foi realizada mediante inspeção visual dos espectros sobrepostos de quatro estrelas representativas dos subtipos espectrais que constituem nossa amostra: M0V, M2V, M4V e M5.5V. Procuramos por regiões com uma clara variação do fluxo comum às quatro estrelas e utilizamos os limites do grupo de linhas da M5.5V para definir qual seria o comprimento de onda inicial ( $\lambda_i$ ) e o comprimento de onda final ( $\lambda_f$ ) de cada índice (ver Figura 4.1). A inspeção foi feita de forma que nenhuma região foi ignorada e não há região comum a dois índices, sendo assim, conseguimos definir 170 índices ao longo de toda a cobertura espectral.

Por conta dos possíveis efeitos no espectro causados pela atividade magnética da estrela, não utilizaremos os índices definidos como tripleto do Ca II ( $i42$ ,  $i60$  e  $i105$ ) pois sabemos que pode haver preenchimento cromosférico significativo nesta região (Lorenzo-Oliveira 2016).

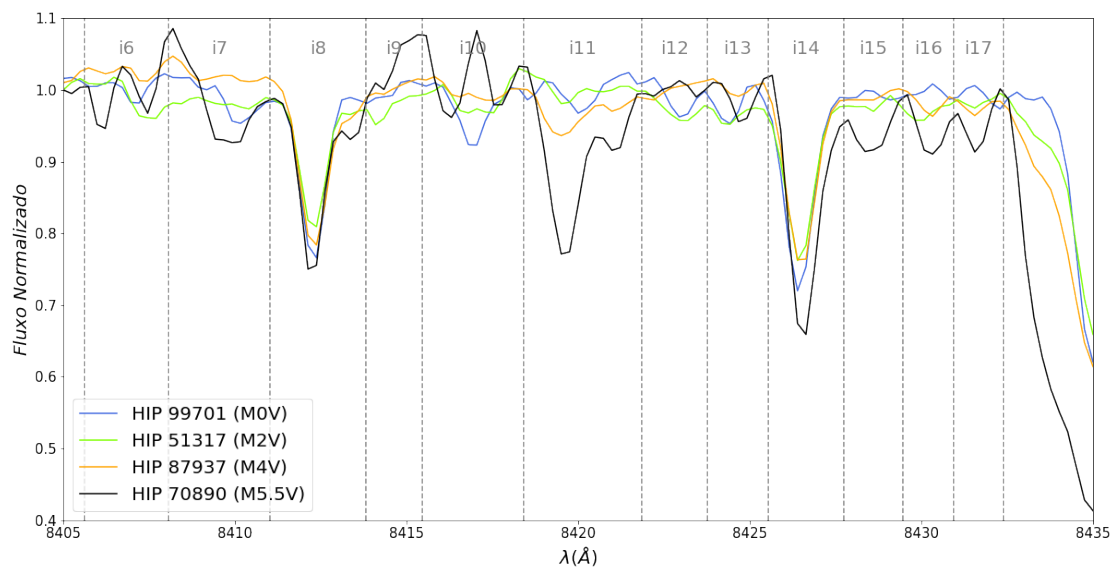


FIGURA 4.1: Exemplo de definição dos índices espectrais. Os índices são indicados por “i” seguido de sua ordem de medida na cobertura espectral e as linhas tracejadas verticais representam o início e o final de cada índice.

## 4.2 Medição dos Índices

O formato de uma linha de absorção depende, entre outros fatores, do número de fótons que são absorvidos naquele comprimento de onda. Para comparar e/ou quantificar a intensidade de diferentes linhas de absorção, podemos usar a largura equivalente EW (do inglês, *Equivalent Width*). A largura equivalente é definida como a largura de

um retângulo cuja altura é o fluxo do contínuo normalizado ( $F_{cont} = 1$ ) e a área é numericamente igual ao fluxo ( $\mathcal{F}$ ) retirado do contínuo pela linha (ver Figura 4.2):

$$\mathcal{F} = \int_{\lambda_i}^{\lambda_f} \frac{[F_{cont} - F(\lambda)]}{F_{cont}} d\lambda \Rightarrow EW = \frac{\mathcal{F}}{F_{cont}}. \quad (4.1)$$

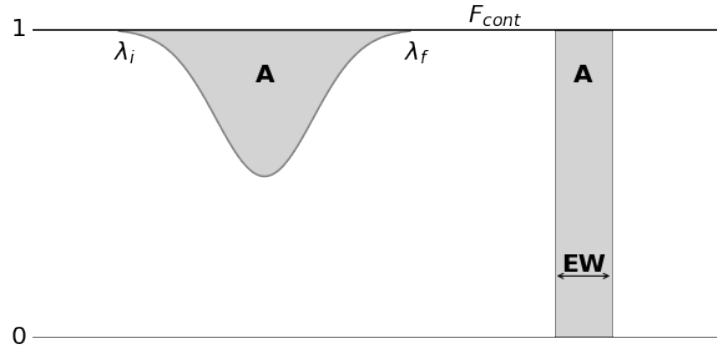


FIGURA 4.2: Definição de largura equivalente (EW), onde **A** é a área das regiões em cinza.

Utilizamos a tarefa *bplot* para calcular as larguras equivalentes de forma automática a partir de uma integração numérica. Os comprimentos de onda inicial e final dos índices precisam ser informados em um arquivo de texto e o resultado da tarefa é um arquivo chamado *splot.log* com o comprimento de onda central, fluxo e a largura equivalente de cada índice de cada espectro. Como nossos espectros estão normalizados, a EW é igual à área do índice espectral, ou seja, a quantidade de energia que é subtraída do contínuo.

---

```
iraf.bplot(input = 'estrela*',
           cursor = 'indices.txt')
```

---

### 4.3 Verificação dos Índices

Precisamos verificar se os índices têm comportamento físico adequado (teste de sanidade) para decidir quais serão utilizados ou não na próxima etapa. Primeiramente, analisamos a repetibilidade das larguras equivalentes das estrelas com mais de uma observação em busca de possíveis defeitos sistemáticos da redução. Para isto, calculamos o percentual de variação da EW de cada índice

$$\%EW = \frac{EW_{antigo} - EW_{novo}}{EW_{antigo}}, \quad (4.2)$$

onde  $EW_{antigo}$  e  $EW_{novo}$  são, respectivamente, as EW do espectro mais antigo e do espectro mais novo. Como pode ser visto para o índice 22 na figura 4.3, identificamos que a média da variação e o desvio padrão da distribuição são inferiores a 5% e que não há nenhum padrão na distribuição das EW em relação às missões antigas e novas – não há separação visual dos pontos azuis e amarelos. O mesmo se repetiu para todos os índices, então concluímos não havia problemas graves quanto à repetibilidade.

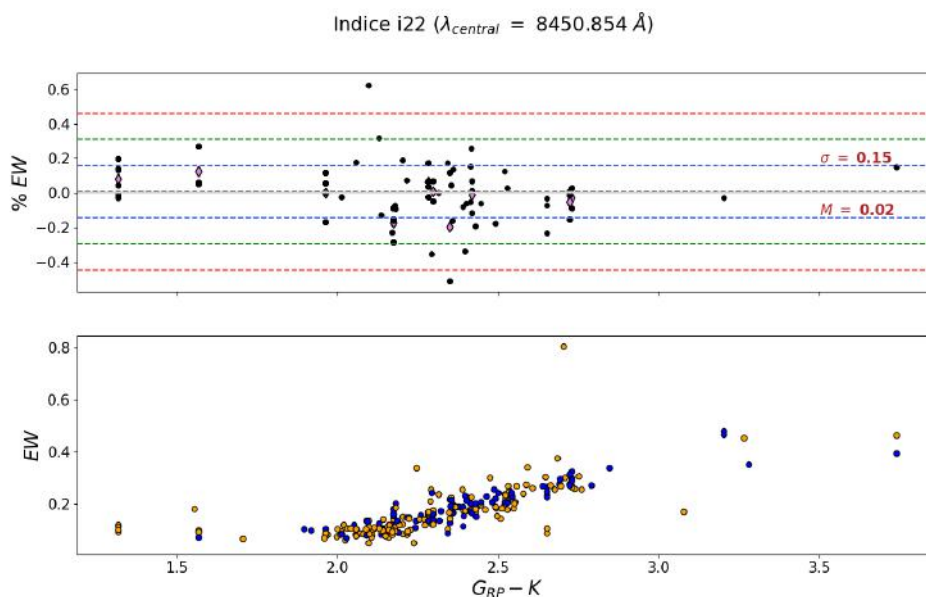


FIGURA 4.3: No gráfico superior temos o percentual da variação do índice para cada estrela com repetição contra a cor  $G_{RP} - K$  (diagnóstico de temperatura efetiva, onde  $G_{RP}$  e  $K$  são magnitudes do Gaia e do 2MASS, respectivamente), onde os círculos pretos são as diferenças entre duas observações e os losangos roxos são as médias das diferenças – apenas para estrelas com mais de duas observações. As linhas tracejadas cinza, azul, verde e vermelha são, respectivamente, a média, 1, 2 e 3 sigmas da distribuição. No gráfico inferior temos a largura equivalente de todas as estrelas variando com a cor  $G_{RP} - K$ . Os círculos azuis e amarelos são, respectivamente, a medida de EW das missões antigas e novas.

Verificamos a sensibilidade dos índices com cada um dos parâmetros atmosféricos das estrelas calibradoras. Utilizamos um *script* em R para calcular o coeficiente de correlação de Pearson ( $\rho$ ) para medir o grau da correlação índice-parâmetro. Como pode ser visto na Figura 4.4, a correlação vai diminuindo ao aumentar o comprimento de onda, fora a parte inicial do espectro que não apresenta um padrão claro em nenhum dos dois gráficos. Um dos possíveis motivos é a presença de fortes linhas telúricas nesta região dos espectros de algumas estrelas em algumas noites de observação, ainda mais levando em conta o fato de o OPD ser um sítio de observação muito úmido. Com isso, decidimos não utilizar os primeiros 19 índices.

Após a conclusão dos procedimentos descritos, adotamos 148 índices espectrais no intervalo de comprimento de onda de 8840.207-8834.170 Å que serão utilizados para a

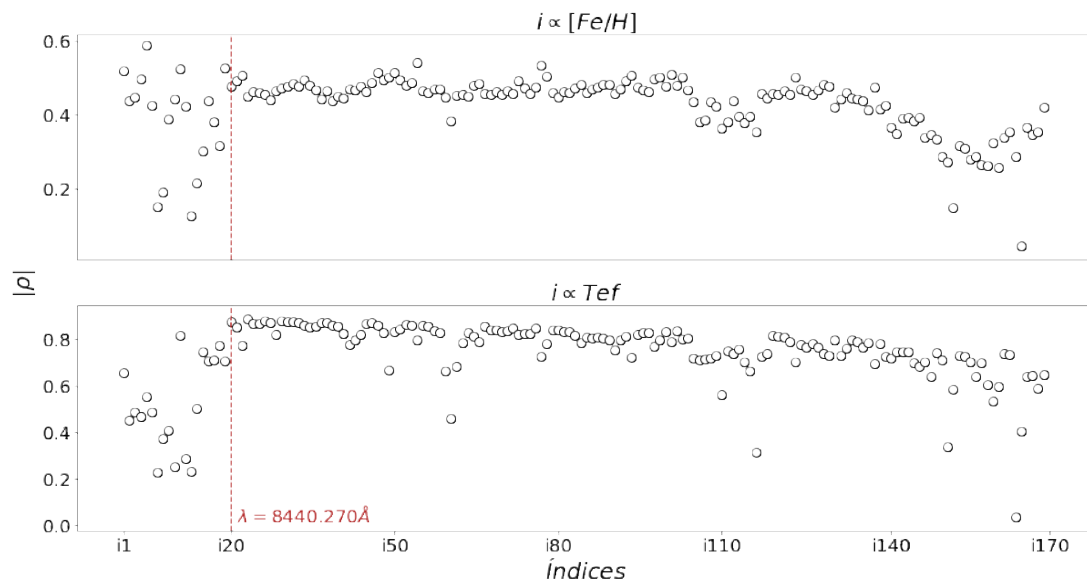


FIGURA 4.4: Coeficiente de correlação de Pearson entre os índices e cada um dos parâmetros atmosféricos. A linha vermelha representa o fim da região que não será utilizada para determinar os parâmetros atmosféricos,  $\lambda_f$  do índice  $i_{19}$  em  $8440.207 \text{ \AA}$ .

construção das calibrações de temperatura efetiva e metalicidade. A tabela contendo a identificação e os comprimentos de onda inicial e final de cada índice pode ser encontrada no Apêndice B.



## Capítulo 5

# Obtenção dos Parâmetros Atmosféricos

Neste capítulo, vamos utilizar uma técnica chamada Análise de Componentes Principais para explorar a sensibilidade dos índices espectrais à variação dos parâmetros atmosféricos, o método de regressão polinomial para criar as calibrações e simulações Monte Carlo para obter os parâmetros atmosféricos e estimar suas incertezas.

### 5.1 Análise de Componentes Principais

Trabalhar com um número muito grande de variáveis é, de certa forma, desafiador e problemático. É difícil saber qual a relação entre cada variável ou quais variáveis estão apenas superdeterminando o modelo e poderiam ser descartadas. Uma saída é reduzir a dimensão do espaço de variáveis utilizando alguma técnica, como eliminação ou extração de variáveis. A Análise de Componentes Principais (PCA, do inglês *Principal Component Analysis*) é uma técnica de extração de variáveis que utiliza ferramentas de álgebra linear para criar novas variáveis independentes a partir das antigas em busca de direções de maior variabilidade das correlações. Esta técnica já foi utilizada com sucesso por nosso grupo em trabalhos anteriores (e.g., Giribaldi et al. 2019).

Como o objetivo é reduzir o número de variáveis, queremos que elas sejam independentes umas das outras. É importante ressaltar que não estamos diretamente interessados na correlação individual do índice espectral com os parâmetros atmosféricos, por isso estamos aceitando tornar as variáveis menos interpretáveis. De outra forma, esta não seria a melhor técnica a ser utilizada. Sendo assim, optamos pela PCA assumindo a perda da interpretação física de cada índice, vislumbrando a possibilidade da revelação

de comportamentos ocultos (não triviais à primeira vista) ao condensar a informação contida em todos eles.

Começamos utilizando a tabela das estrelas calibradoras organizada com  $n$  linhas e  $m+2$  colunas, onde  $n$ , 2 e  $m$  são o número de estrelas calibradoras (44 estrelas), variáveis dependentes ( $T_{ef}$  e  $[Fe/H]$ ) e variáveis independentes (148 índices), respectivamente. Podemos dividir a tabela inicial nas matrizes  $\mathbf{P}$  e  $\mathbf{X}$ . A construção das componentes principais só utiliza as variáveis independentes, então, por hora, trabalharemos apenas com a matriz  $\mathbf{X}$  ( $n \times m$ ).

$$\text{Calibradoras} = \begin{bmatrix} T_{ef_1} & [Fe/H]_1 & i20_1 & i21_1 & i22_1 & i23_1 & \dots & i170_1 \\ T_{ef_2} & [Fe/H]_2 & i20_2 & i21_2 & i22_2 & i23_2 & \dots & i170_2 \\ \vdots & \vdots & \vdots & \vdots & \vdots & \vdots & \dots & \vdots \\ T_{ef_n} & [Fe/H]_n & i20_n & i21_n & i22_n & i23_n & \dots & i170_n \end{bmatrix} = \mathbf{PX}, \quad (5.1)$$

onde

$$\mathbf{P} = \begin{bmatrix} T_1 & [Fe/H]_1 \\ T_2 & [Fe/H]_2 \\ \vdots & \vdots \\ T_n & [Fe/H]_n \end{bmatrix} \text{ e } \mathbf{X} = \begin{bmatrix} i20_1 & \dots & i170_1 \\ i20_2 & \dots & i170_2 \\ \vdots & \dots & \vdots \\ i20_n & \dots & i170_n \end{bmatrix}. \quad (5.2)$$

Cada linha da matriz  $\mathbf{X}$ <sup>§</sup> é um vetor que representa uma estrela calibradora. A utilização de múltiplas linhas (ou observações) para uma mesma estrela significaria dar um peso estatístico maior a estas, então utilizamos a média das larguras equivalentes para termos uma estrela por linha. Cada linha  $X_{(l)}$  ( $l = 1, \dots, n$ ) possui  $m$  valores de larguras equivalentes.

Antes de tudo, precisamos normalizar nossa matriz  $\mathbf{X}$  para dar mais ênfase às variáveis que têm maior variância (não necessariamente as com maiores valores) e identificar corretamente as componentes principais. No nosso caso, podemos ter índices com EW variando entre 0.1-0.6 Å e outros entre 0.01-0.06 Å. Se não houver normalização, a PCA dará mais peso para o primeiro caso, mas isso não significa que o primeiro índice tenha maior variância do que o segundo. Para normalizar, são necessários 2 passos:

1. Subtrair cada elemento  $X_{(l)c}$  da coluna  $X_c$  pela média da própria coluna, fazendo com que cada coluna tenha média igual a 0.
2. Dividir cada elemento  $X_{(l)c}$  da coluna  $X_c$  pelo desvio padrão da própria coluna, fazendo com que cada coluna tenha desvio padrão igual a 1.

---

<sup>§</sup>A notação utilizada para as matrizes será  $X_{(l)}$  para fazer referência à uma linha específica,  $X_c$  para coluna e  $X_{(l)c}$  para elemento.



Agora temos uma matriz  $\mathbf{Z}$  normalizada, ou seja, em que cada coluna (índice) possui média igual a 0 e desvio padrão igual a 1.

$$\mathbf{Z} = \begin{bmatrix} \frac{i20_1 - \langle i20 \rangle}{\sigma i20} & \frac{i21_1 - \langle i21 \rangle}{\sigma i21} & \dots & \frac{i170_1 - \langle i170 \rangle}{\sigma i170} \\ \frac{i20_2 - \langle i20 \rangle}{\sigma i20} & \frac{i21_2 - \langle i21 \rangle}{\sigma i21} & \dots & \frac{i170_2 - \langle i170 \rangle}{\sigma i170} \\ \vdots & \vdots & \dots & \vdots \\ \frac{i20_n - \langle i20 \rangle}{\sigma i20} & \frac{i21_n - \langle i21 \rangle}{\sigma i21} & \dots & \frac{i170_n - \langle i170 \rangle}{\sigma i170} \end{bmatrix} \quad (5.3)$$

Estamos interessados na matriz de covariância  $\mathbf{C}$  da amostra  $\mathbf{Z}$ , pois ela contém as correlações entre as EW de diferentes índices, já que suas componentes medem o quanto a dispersão das EW do índice  $Z_i$  é influenciada pela dispersão das EW do índice  $Z_j$ . Os termos da matriz de correlação são

$$C_{ij} = \text{cov}(Z_i, Z_j) = \langle (Z_i - \langle Z_i \rangle)(Z_j - \langle Z_j \rangle) \rangle. \quad (5.4)$$

Sendo assim,

$$\mathbf{C} = \begin{bmatrix} \langle (Z_1 - \langle Z_1 \rangle)(Z_1 - \langle Z_1 \rangle) \rangle & \dots & \langle (Z_1 - \langle Z_1 \rangle)(Z_m - \langle Z_m \rangle) \rangle \\ \langle (Z_2 - \langle Z_2 \rangle)(Z_1 - \langle Z_1 \rangle) \rangle & \dots & \langle (Z_2 - \langle Z_2 \rangle)(Z_m - \langle Z_m \rangle) \rangle \\ \vdots & \ddots & \vdots \\ \langle (Z_m - \langle Z_m \rangle)(Z_1 - \langle Z_1 \rangle) \rangle & \dots & \langle (Z_m - \langle Z_m \rangle)(Z_m - \langle Z_m \rangle) \rangle \end{bmatrix} = \mathbf{Z}^T \mathbf{Z}, \quad (5.5)$$

ou seja,  $\mathbf{C}$  ( $m \times m$ ) é uma matriz real, simétrica, positiva e sua diagonal principal é composta pela variância de cada variável ( $C_{ii} = \langle (Z_i - \langle Z_i \rangle)^2 \rangle = \text{Var}(Z_i)$ ). Como, em geral, há correlação entre as EW de diferentes índices, a matriz de covariância possui componentes não nulas fora da diagonal principal.

Segundo o teorema espectral, toda matriz real e simétrica é diagonalizável. Então, podemos encontrar uma matriz  $\mathbf{Y}$  descrita da forma

$$\mathbf{Y}^{-1} \lambda \mathbf{Y} = \mathbf{C} = \mathbf{Z}^T \mathbf{Z}, \quad (5.6)$$

em que  $\mathbf{Y}$  ( $m \times m$ ) é a matriz dos autovetores e  $\lambda$  é a matriz diagonal dos autovalores, de forma que  $\lambda_i = \text{Var}(Y_i)$  e  $\text{Cov}(Y_i, Y_j) = 0$  se  $i \neq j$ , ou seja,  $\mathbf{Y}$  é uma nova base de um espaço vetorial. Cada autovalor estará associado a um autovetor. Como queremos encontrar os autovetores de maior variância, podemos ordená-los a partir dos seus autovalores (associados à variância).

$$\mathbf{Y} = \begin{bmatrix} Y_{11} & Y_{12} & \cdots & Y_{1m} \\ Y_{21} & Y_{22} & \cdots & Y_{2m} \\ \vdots & \vdots & \ddots & \vdots \\ Y_{m1} & Y_{m2} & \cdots & Y_{mm} \end{bmatrix} \lambda = \begin{bmatrix} \lambda_1 & 0 & \cdots & 0 \\ 0 & \lambda_2 & \cdots & 0 \\ \vdots & \vdots & \ddots & \vdots \\ 0 & 0 & \cdots & \lambda_m \end{bmatrix} \quad (5.7)$$

Por exemplo, se  $\lambda_2$  é o maior autovalor em módulo, trocamos a segunda coluna de  $\mathbf{Y}$  com a primeira coluna.

$$\mathbf{Y}^* = \begin{bmatrix} Y_{11}^* & Y_{12}^* & \cdots & Y_{1m}^* \\ Y_{21}^* & Y_{22}^* & \cdots & Y_{2m}^* \\ \vdots & \vdots & \ddots & \vdots \\ Y_{m1}^* & Y_{m2}^* & \cdots & Y_{mm}^* \end{bmatrix} = \begin{bmatrix} Y_{12} & Y_{11} & \cdots & Y_{1m} \\ Y_{22} & Y_{21} & \cdots & Y_{2m} \\ \vdots & \vdots & \ddots & \vdots \\ Y_{m2} & Y_{m1} & \cdots & Y_{mm} \end{bmatrix} \quad (5.8)$$

$$\lambda^* = \begin{bmatrix} \lambda_1^* & 0 & \cdots & 0 \\ 0 & \lambda_2^* & \cdots & 0 \\ \vdots & \vdots & \ddots & \vdots \\ 0 & 0 & \cdots & \lambda_m^* \end{bmatrix} = \begin{bmatrix} \lambda_2 & 0 & \cdots & 0 \\ 0 & \lambda_1 & \cdots & 0 \\ \vdots & \vdots & \ddots & \vdots \\ 0 & 0 & \cdots & \lambda_m \end{bmatrix} \quad (5.9)$$

Chamamos esta nova matriz ordenada de  $\mathbf{Y}^*$  em que  $|\lambda_1^*| > |\lambda_2^*| > \dots > |\lambda_m^*|$ . Esta é a matriz das componentes principais que dá nome à técnica.

Calculamos, por fim,  $\mathbf{Z}^* = \mathbf{Z}\mathbf{Y}^*$ . A nova matriz  $\mathbf{Z}^*$  ( $n \times m$ ) é a versão normalizada de  $\mathbf{X}$  em que cada observação é uma combinação das variáveis originais com os pesos determinados pelos autovetores e, já que os autovetores de  $\mathbf{Y}^*$  são independentes uns dos outros (ortogonais), as colunas de  $\mathbf{Z}^*$  também são ortogonais e linearmente independentes. Estas são chamadas de componentes principais.

Agora, só resta decidir quantas e quais componentes principais utilizar para descrever o problema. Alguns métodos para fazer isso são:

1. Escolher de forma arbitrária quantas dimensões manter. Por exemplo, se o objetivo é transformar um problema  $m$ -dimensional em bidimensional, simplesmente escolhe-se trabalhar apenas com as componentes mais significativas PC1 e PC2 ( $\mathbf{Z}_1^*$  e  $\mathbf{Z}_2^*$ ).
2. Escolher as componentes tendo como base a proporção cumulativa da variância total dos seus dados. A proporção da variância explicada por cada componente é  $P_i = \frac{\lambda_i^*}{\lambda_1^* + \lambda_2^* + \lambda_3^* + \dots + \lambda_m^*}$ . Por exemplo, se o objetivo é utilizar componentes suficientes para explicar 95% da variância dos seus dados, deverão ser utilizadas

$q$  componentes de forma que  $\sum_{i=1}^q P_i \approx 0.95$ . Geralmente  $q < m$ , fazendo um problema  $m$ -dimensional se transformar em  $q$ -dimensional.

Resumindo, PCA é uma técnica matematicamente simples e muito intuitiva. A matriz de covariância estima a relação entre as variáveis originais dos dados e os autovalores indicam as direções (autovetores) de maior importância, possibilitando descrever o comportamento de variáveis dependentes utilizando variáveis independentes ortogonais.

Para exemplificar, consideramos as duas variáveis  $X$  e  $Y$  do primeiro gráfico da Figura 5.1. Podemos ver que há uma direção principal de grande variância dos dados. Ao aplicar a PCA neste conjunto de dados, encontramos que PC1 explica 99.17% da variância total, enquanto PC2 explica apenas 0.83%. Fica evidente que PC1 é a única componente relevante e que podemos tornar o problema original bidimensional em unidimensional. Neste exemplo simples, o PCA basicamente fez uma rotação dos eixos originais, como pode ser visto no painel central da Figura 5.1.

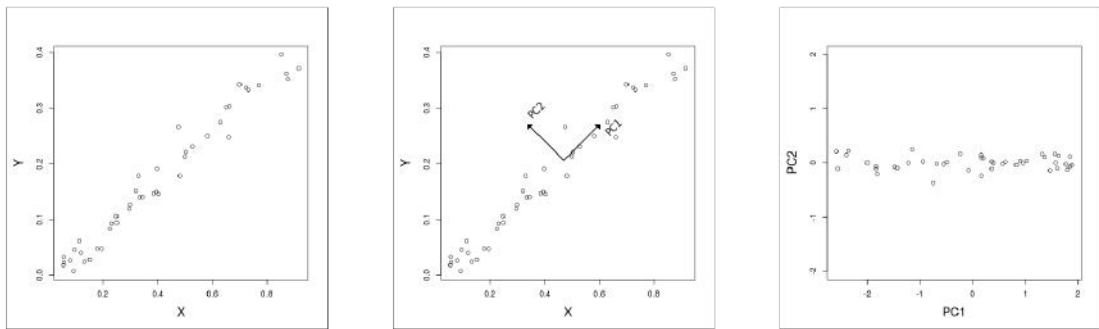


FIGURA 5.1: Conjunto de dados  $X$  e  $Y$  antes e depois da aplicação da PCA. No gráfico do meio estão representados os novos eixos em relação aos eixos originais.

## 5.2 Construção da Calibração

O objetivo deste projeto é criar duas calibrações que associem o comportamento das variáveis independentes ortogonais criadas pela PCA com cada um dos parâmetros atmosféricos. Para isso, utilizamos a Regressão de Componentes Principais (PCR, do inglês *Principal Component Regression*) que se baseia no modelo de regressão linear utilizando as componentes principais para estimar os coeficientes da regressão.

Como foi dito na seção anterior, é necessário decidir quantas e quais componentes utilizar dependendo do problema. No nosso caso, sabemos que a temperatura efetiva é o parâmetro que mais altera o espectro de uma estrela, então é esperado que haja uma boa correlação com as primeiras componentes, as que explicam a maior parte da variância

dos dados. Porém, em comparação, a contribuição da metalicidade é muito mais sutil, o que faria com que sua maior correlação seja com componentes menos importantes. Dito isso, decidimos não utilizar a proporção cumulativa da variância para a escolha das componentes.

A ideia inicial era utilizar apenas índices espectrais para criar as calibrações, no entanto, eles não estavam se mostrando eficientes para o caso da metalicidade mesmo nas componentes mais avançadas, como PC7. Portanto, exploramos acrescentar cores na análise. Para isso, investigamos quais cores apresentavam boa correlação com a metalicidade utilizando o coeficiente de correlação de Pearson como diagnóstico. Todas as estrelas observadas têm magnitudes 2MASS e Gaia, então as cores escolhidas para o diagnóstico envolviam apenas  $J$ ,  $H$ ,  $K_S$ ,  $G$  e  $G_{RP}$ .

TABELA 5.1: Coeficientes de correlação de Pearson das cores com os parâmetros atmosféricos.

Cor	$\rho_{T_{ef}}$	$\rho_{[Fe/H]}$
$G - J$	-0.96	0.015
$G - H$	-0.93	0.124
$G - K_S$	-0.93	0.106
$G_{RP} - J$	-0.96	0.003
$G_{RP} - H$	-0.95	0.06
$G_{RP} - K_S$	-0.95	0.06
$J - H$	0.51	0.77
$J - K_S$	0.03	0.63
$H - K_S$	-0.59	-0.09

Fica evidente na Tabela 5.1 que apenas  $J-H$  (ver Figura 5.2) e  $J-K_S$  apresentam boas correlações com a metalicidade, enquanto as outras cores são boas estimadoras de temperatura efetiva. Com isso, foram feitos diversos testes para decidir quais e quantas cores utilizar além dos índices espectrais e chegamos às seguintes conclusões:

- Não vale a pena incluir cores com o intuito de melhorar a correlação das componentes principais com a temperatura efetiva pois apenas os índices espectrais já são suficientes. Ao incluí-las, estamos apenas superdeterminando a  $T_{ef}$  e aumentando a quantidade de variáveis iniciais.
- Utilizar  $J - H$  e  $J - K_S$  juntas não causa um efeito relevante na correlação das componentes principais com a metalicidade para justificar a inclusão de ambas. Apenas  $J - H$  já é eficaz.

Sendo assim, nossa calibração deixa de ser puramente espectroscópica e passa a utilizar também dados fotométricos. Isso requer um cuidado especial porque as magnitudes do 2MASS possuem indicadores de qualidade (*quality flag*):

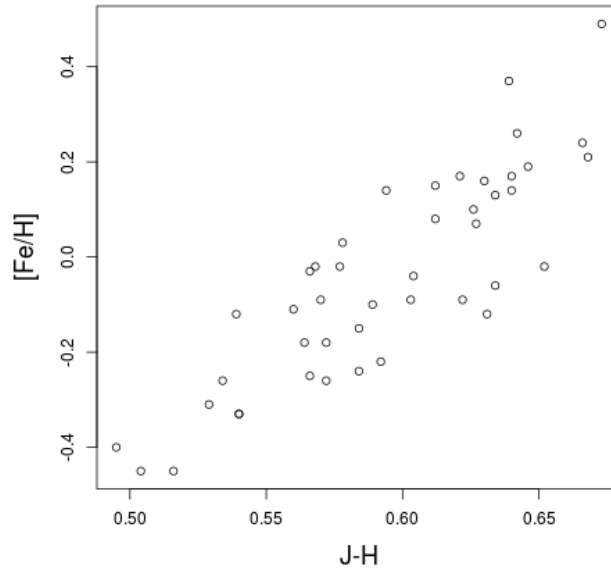


FIGURA 5.2: Correlação entre a cor J-H e a metalicidade das estrelas calibradoras.

- X  $\Rightarrow$  Há detecção, mas não possui estimativa de magnitude
- U  $\Rightarrow$  Atingiu o limite máximo de brilho (saturado)
- F  $\Rightarrow$  Magnitude não confiável, erros com valores numéricos superiores a 8
- E  $\Rightarrow$  O perfil da PSF não convergiu, magnitude não confiável
- A  $\Rightarrow$   $S/R \geq 10$  e erros inferiores a 0.11
- B  $\Rightarrow$   $S/R \geq 7$  e erros inferiores a 0.16
- C  $\Rightarrow$   $S/R \geq 5$  e erros inferiores a 0.22
- D  $\Rightarrow$  Sem estimativa de S/R e erro

Como isso afeta diretamente a qualidade dos dados, utilizamos apenas estrelas com indicador ‘A’ para construir as calibrações.

Ao aplicar a PCA utilizando  $J-H$  e 148 índices espectrais, encontramos as componentes principais e analisamos a correlação de cada uma com cada variável dependente –  $T_{ef}$  e  $[Fe/H]$ . Nesta etapa, escolhemos analisar apenas as cinco primeiras. Como pode ser visto na Figura 5.3, a temperatura efetiva apresenta boa correlação com as três primeiras componentes, enquanto a metalicidade só é bem descrita por PC3 e PC5.

No caso da temperatura efetiva, PC1 satura a partir de aproximadamente 3800 K, enquanto, no mesmo limite, PC2 e PC3 começam a mostrar uma boa tendência.

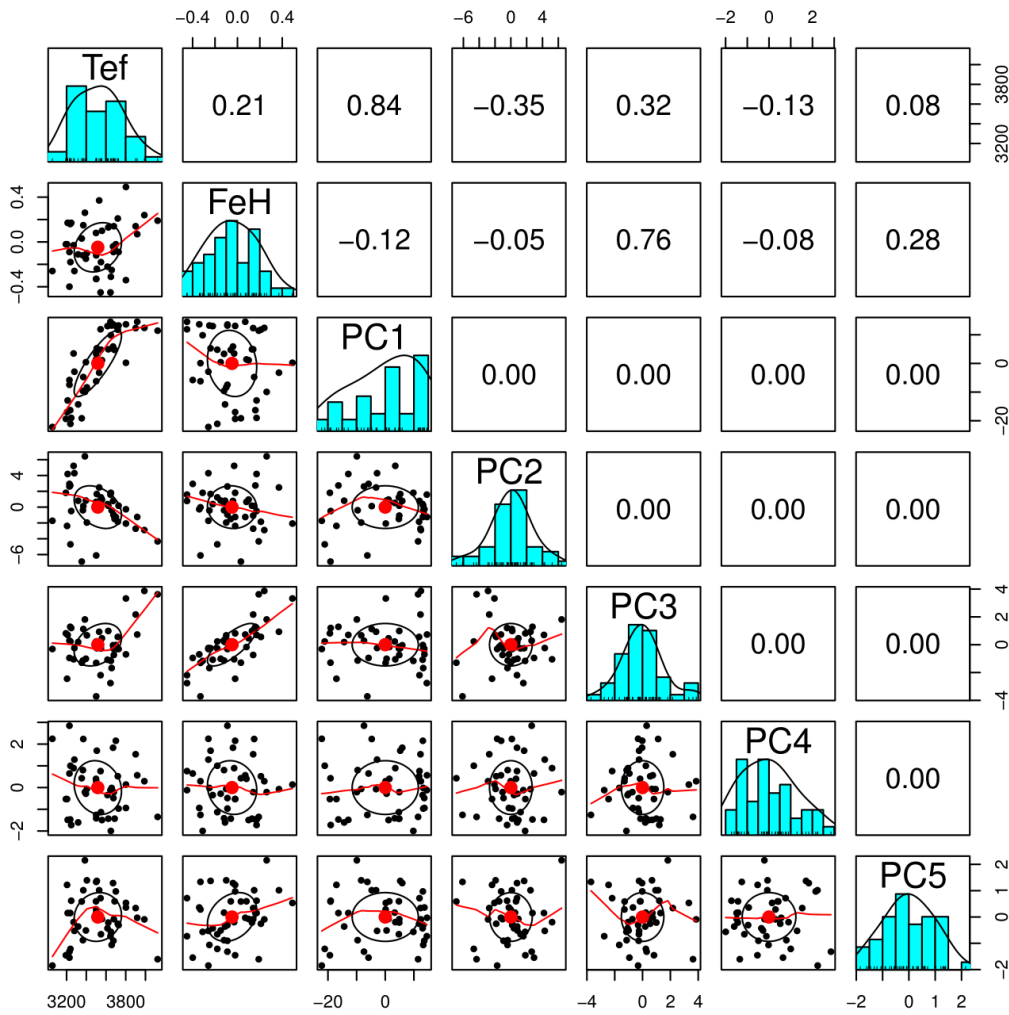


FIGURA 5.3: Correlação entre parâmetros atmosféricos e as cinco primeiras componentes principais. Os pontos pretos são os valores de cada variável para cada uma das 44 estrelas calibradoras, as linhas vermelhas representam a tendência encontrada do comportamento dos dados, as elipses indicam regiões de correlação dos dados e os pontos vermelhos são seus centróides. Em azul temos os histogramas de cada variável e os números representam a correlação entre duas variáveis. Lembrando que, por definição da PCA, as componentes principais possuem correlação 0 entre si, são ortogonais.

Portanto, testamos regressões lineares com todas as combinações possíveis de termos exponenciais, logarítmicos, lineares, quadráticos, cúbicos e cruzados envolvendo as três componentes. A melhor regressão encontrada, com o menor erro residual, foi

$$T_{ef} = 3509.4925 + 17.2218 \times PC1 - 31.5126 \times PC2 + 51.1674 \times PC3, \quad (5.10)$$

com erro residual de 81.26 K e  $\rho = 0.96$  entre os valores previstos e os valores de referência obtidos por Mann et al. (2015) (ver Figura 5.4).

Realizamos os mesmos testes com todas as combinações possíveis de PC3 e PC5 para estimar a metalicidade e a melhor regressão encontrada foi

$$[Fe/H] = -0.0425 + 0.1081 \times PC3 + 0.0717 \times PC5, \quad (5.11)$$

com erro residual de 0.1147 dex e  $\rho = 0.86$  entre os valores previstos e os de referência obtidos por Mann et al. (2015) (ver Figura 5.5). Por mais que a correlação da metalicidade com PC5 não seja visualmente clara, adicioná-la à calibração reflete em um aumento de 0.05 no coeficiente de correlação de Pearson (0.77 para 0.82) e uma diminuição na dispersão dos valores medidos (0.1562 para 0.1147).

O método de regressão linear por minimização de quadrados implica que a correlação entre os resíduos da regressão e o valor regredido são proporcionais ao coeficiente de correlação  $R^2$  (medida de qualidade do modelo):

$$R^2 = 1 - \rho^2. \quad (5.12)$$

Sendo assim, como obtivemos  $R_{T_{ef}}^2 = 0.92$  e  $R_{[Fe/H]}^2 = 0.67$ , é esperado que os coeficientes de correlação entre os valores regredidos e os resíduos sejam  $\rho_{T_{ef}}^2 = 0.08$  e  $\rho_{[Fe/H]}^2 = 0.33$ , mas ainda assim pretendemos investigar mais a fundo a correlação entre a  $[Fe/H]$  e seu resíduo. As correlações podem ser facilmente visualizadas nos painéis esquerdos das Figuras 5.6 e 5.7.

Verificamos os resíduos de um parâmetro ( $Res$ ) contra o valor do outro parâmetro em busca de possíveis tendências. Para isso, analisamos o coeficiente de correlação de Pearson e encontramos que  $\rho(Res_{T_{ef}}, [Fe/H]) = 0.2$  e  $\rho(Res_{[Fe/H]}, T_{ef}) = -0.03$ , ou seja, não há fortes tendências residuais, como pode ser visto nos painéis direitos das Figuras 5.6 e 5.7, mas planejamos investigar a correlação dos resíduos de  $T_{ef}$  com a  $[Fe/H]$ . Estes resíduos podem representar os efeitos secundários que eram mascarados pela forte contribuição da temperatura.

### 5.3 Análise Estatística da Calibração

Para estimar os parâmetros atmosféricos de uma estrela, utilizamos a cor  $J - H$  e as medidas das larguras equivalentes. Isso implica que cada espectro de cada estrela resultará em um valor diferente para cada um dos parâmetros, já que as EW não são idênticas. Para contabilizar as diferenças causadas pelas EW, precisamos estimar o erro associado a cada índice. Criando a calibração, nos limitamos a utilizar apenas um conjunto de larguras equivalentes para cada estrela calibradora, porém algumas delas possuem mais de uma observação, então utilizamos essas estrelas para estimar os erros

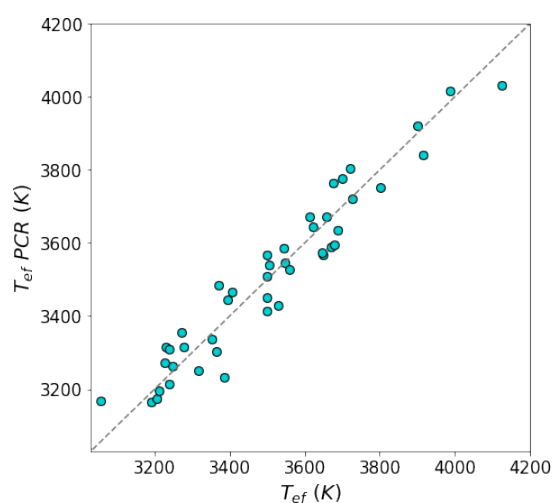


FIGURA 5.4: Valores encontrados pela calibração contra valores de referência de  $T_{ef}$  obtidos por Mann et al. (2015).

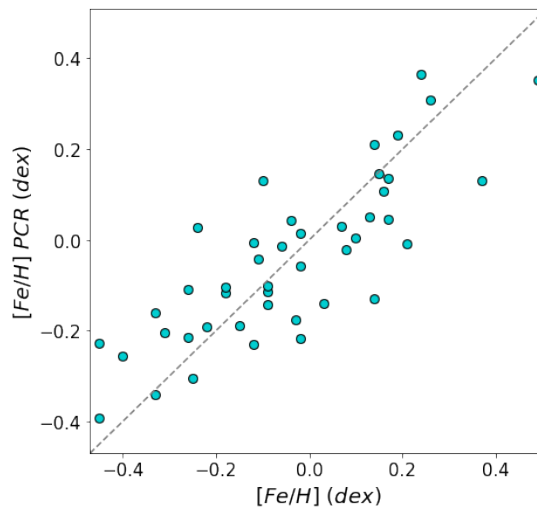


FIGURA 5.5: Valores encontrados pela calibração contra valores de referência de  $[Fe/H]$  obtidos por Mann et al. (2015).

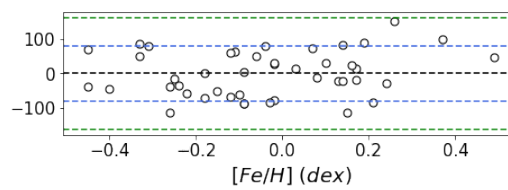
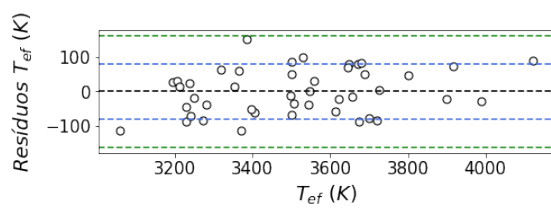


FIGURA 5.6: Gráficos de resíduos da calibração de  $T_{ef}$  contra cada um dos parâmetros atmosféricos de referência obtidos por Mann et al. (2015). A linha preta representa o resíduo nulo e as linhas azul e verde são, respectivamente, 1 e 2  $\sigma$  da distribuição.

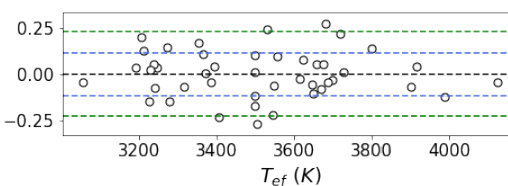
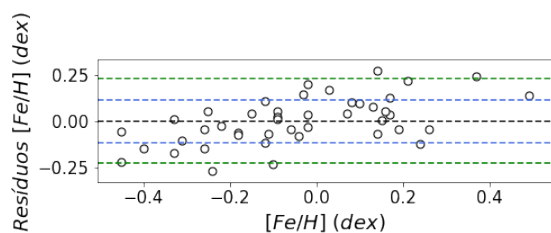


FIGURA 5.7: Gráficos de resíduos da calibração de  $[Fe/H]$  contra cada um dos parâmetros atmosféricos de referência obtidos por Mann et al. (2015). A linha preta representa o resíduo nulo e as linhas azul e verde são, respectivamente, 1 e 2  $\sigma$  da distribuição.

das larguras equivalentes. No total, 10 estrelas calibradoras foram usadas nesta etapa e elas possuíam, em média, 2 espectros cada.



Cada estrela  $E_x$  possui  $n$  observações, ou seja,  $n$  valores diferentes de EW para cada índice:

$$E_x = \begin{bmatrix} i20_{obs1} & i20_{obs2} & \cdots & i20_{obsn} \\ i21_{obs1} & i21_{obs2} & \cdots & i21_{obsn} \\ \vdots & \vdots & \ddots & \vdots \\ i170_{obs1} & i170_{obs2} & \cdots & i170_{obsn} \end{bmatrix}. \quad (5.13)$$

Podemos estimar o erro relativo de cada índice ( $\sigma_i^{rel}$ ) dividindo o desvio padrão pela mediana da distribuição suas medidas. Para exemplificar, no caso do índice  $i20$ :

$$\sigma_{i20}^{rel} = \frac{\sigma_{EW_{i20}}}{med(EW_{i20})}. \quad (5.14)$$

Dessa forma, cada estrela nos fornecerá um erro relativo para cada índice ( $\sigma_{E_x}^{rel}$ ):

$$\sigma^{rel}(E_x) = \begin{bmatrix} \sigma_{i20}^{rel} \\ \sigma_{i21}^{rel} \\ \vdots \\ \sigma_{i170}^{rel} \end{bmatrix}. \quad (5.15)$$

Feito isso para todas as 10 estrelas com repetição, obtivemos 10 valores de erro relativo para cada índice.

$$\sigma^{rel} = \begin{bmatrix} \sigma_{i20}^{rel}(E_1) & \sigma_{i20}^{rel}(E_2) & \cdots & \sigma_{i20}^{rel}(E_{10}) \\ \sigma_{i21}^{rel}(E_1) & \sigma_{i21}^{rel}(E_2) & \cdots & \sigma_{i21}^{rel}(E_{10}) \\ \vdots & \vdots & \ddots & \vdots \\ \sigma_{i170}^{rel}(E_1) & \sigma_{i170}^{rel}(E_2) & \cdots & \sigma_{i170}^{rel}(E_{10}) \end{bmatrix}. \quad (5.16)$$

Poderíamos assumir que o erro relativo final de cada índice é a mediana de cada linha da matriz  $\sigma^{rel}$ , mas optamos por ser mais conservadores e definir o erro relativo final como a mediana acrescida do desvio padrão:

$$\sigma_{final}^{rel} = \begin{bmatrix} med(\sigma_{i20}^{rel}) + \sigma(\sigma_{i20}^{rel}) \\ med(\sigma_{i21}^{rel}) + \sigma(\sigma_{i21}^{rel}) \\ \vdots \\ med(\sigma_{i170}^{rel}) + \sigma(\sigma_{i170}^{rel}) \end{bmatrix}. \quad (5.17)$$

Os valores dos erros relativos finais podem ser encontrados na quarta coluna da tabela do Apêndice B e estão representados graficamente na Figura 5.8. Os índices se mostraram extremamente estáveis com uma variação média de 0.25% e apenas 13 tiveram erros relativos finais superiores a 0.5%, sendo os casos mais graves os índices  $i80$  e  $i149$  com 16% e 8% de variação, respectivamente. Planejamos criar uma nova calibração

removendo os 13 índices em questão para verificar o quanto estes estão interferindo nos valores finais dos parâmetros atmosféricos, mas precisamos recordar que a contribuição destes índices está diluída dentro das componentes principais, minimizando o impacto final.

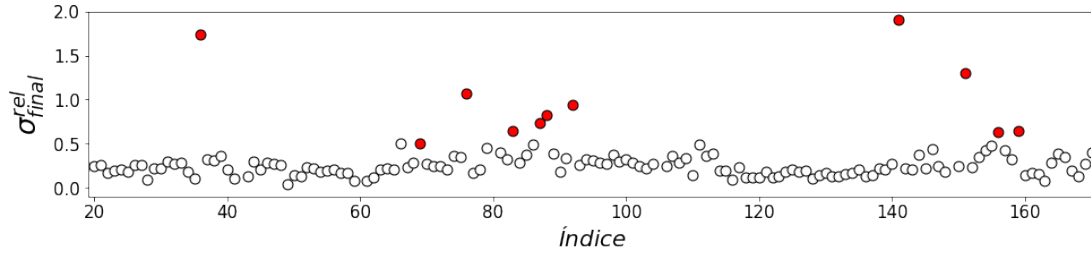


FIGURA 5.8: Erros relativos finais associados a cada índice espectral derivados a partir de espectros de 10 estrelas calibradoras. Os pontos vermelhos representam os índices com erros relativos finais superiores a 0.5% ( $i_{36}$ ,  $i_{69}$ ,  $i_{76}$ ,  $i_{83}$ ,  $i_{87}$ ,  $i_{88}$ ,  $i_{92}$ ,  $i_{141}$ ,  $i_{151}$ ,  $i_{156}$  e  $i_{159}$ ). Os índices  $i_{80}$  e  $i_{149}$  não são mostrados no gráfico para melhorar a visualização dos resultados dos melhores índices, mas estes possuem erros relativos finais de 16% e 8%, respectivamente.

O erros relativos finais são percentuais (adimensionais), então precisamos multiplicá-los por valores de EW para obter o erro em Å. Sendo assim, os erros associados à medição dos parâmetros atmosféricos levam em consideração o erro da repetibilidade das larguras equivalentes e o erro associado à calibração – mencionado na seção anterior.

Utilizamos um método de geração de dados sintéticos aleatórios chamado Monte Carlo para fazer a determinação dos parâmetros atmosféricos e de seus erros associados. Este método já foi utilizado e implementado por outros membros do nosso grupo utilizando um *script* em Python. Para o nosso caso, o método utiliza as EW de cada índice juntamente com seus erros associados para gerar medidas sintéticas de EW. As medidas sintéticas seguem uma distribuição gaussiana de média igual à EW do índice e desvio padrão igual ao erro final do índice ( $EW_i^{sin}$  gerada a partir da distribuição  $N(EW_i^{obs}, \sigma_i^2)$ ). Como nosso erro relativo final é percentual, o erro final associado ao índice será  $\sigma_i = EW_i^{obs} \times \sigma_{final}^{rel}(i)$ .

Geramos 1000 espectros sintéticos (**Espectro**<sub>sin</sub>) a partir de cada espectro de entrada – espectro observado. Sendo assim,

$$\mathbf{Espectro}_{obs} = \begin{bmatrix} EW_{i20}^{obs} & EW_{i21}^{obs} & \dots & EW_{i170}^{obs} \end{bmatrix} \quad (5.18)$$

gerando

$$\mathbf{Espectro}_{sin} = \begin{bmatrix} EW_{i20}^{sin} & EW_{i21}^{sin} & \dots & EW_{i170}^{sin} \end{bmatrix}. \quad (5.19)$$

Para derivar os parâmetros atmosféricos, precisamos acrescentar a cor  $J - H$  (JH) da estrela em sua matriz de dados e, posteriormente, normalizá-la assim como fizemos

no início da descrição do PCA<sup>‡</sup> (ver Seção 5.1). Normalizamos as 149 variáveis aleatórias (cor e índices) utilizando os mesmos valores de média e desvio padrão criados na normalização do conjunto de dados  $\mathbf{X}$  inicial que serviu de base para a construção das componentes principais.

$$\mathbf{Dados}_{norm} = \left[ \frac{JH - \langle JH \rangle}{\sigma_{JH}} \quad \frac{EW_{i20}^{sin} - \langle i20 \rangle}{\sigma_{i20}} \quad \dots \quad \frac{EW_{i170}^{sin} - \langle i20 \rangle}{\sigma_{i170}} \right] \quad (5.20)$$

Podemos então multiplicar os dados normalizados da estrela pelos autovetores de interesse da matriz  $\mathbf{Y}^*$  para obter os valores de cada componente principal. Por exemplo, PC1 será obtida ao multiplicar os dados pelo autovetor  $\mathbf{Y}_1^*$ . Utilizamos os valores das componentes nas calibrações para derivar os parâmetros atmosféricos.

Geramos 1000 conjuntos de dados sintéticos para cada observação de cada estrela, ou seja, derivamos uma distribuição de 1000 valores para cada parâmetro atmosférico (ver Figura 5.9). O valor final de cada parâmetro atmosférico é a média da sua distribuição. O erro final associado à cada parâmetro resulta da propagação do erro residual da calibração ( $\sigma_{cal}$ ) com o desvio padrão da distribuição ( $\sigma_{dist}$ ):

$$\sigma = \sqrt{\sigma_{cal}^2 + \sigma_{dist}^2}. \quad (5.21)$$

Aplicamos o método Monte Carlo para todas as observações das estrelas calibradoras com o objetivo de verificar a consistência dos parâmetros atmosféricos obtidos. Os resultados podem ser encontrados na tabela do Apêndice C. Como pode ser visto na Figura 5.10, recuperamos os valores de referência de forma satisfatória com  $\langle |\Delta T_{ef}| \rangle = 55$  K,  $\sigma(\Delta T_{ef}) = 66$  K,  $\langle |\Delta [Fe/H]| \rangle = 0.11$  dex,  $\sigma(\Delta [Fe/H]) = 0.14$  dex. As barras de erro das estrelas com múltiplas observações sempre se interceptam, indicando que o cálculo de propagação de incertezas levando em conta a repetibilidade dos índices está consistente. Para o caso da temperatura, a calibração não aparenta funcionar bem para estrelas mais frias que 3200 K e observamos que as incertezas aumentam com o decaimento da temperatura. Estes efeitos podem estar associados à perda de sensibilidade dos índices, devido ao aumento significativo de bandas moleculares, e devem ser explorados. A maior dispersão dos valores de  $[Fe/H]$  e suas altas incertezas eram esperadas, visto que a metalicidade é extremamente difícil de ser derivada devido à baixa sensibilidade dos índices. Queremos explorar a implementação de outras cores não abordadas neste trabalho para tentar melhorar a calibração de metalicidade. Os resíduos de ambos os parâmetros mostram comportamentos muito similares aos discutidos extensivamente na seção anterior (ver Figuras 5.11 e 5.12), mas observamos a existência de uma tendência nos resíduos de  $[Fe/H]$  contra os próprios valores de  $[Fe/H]$ .

<sup>‡</sup>Refizemos todo o processo descrito na Seção 5.1 após incluirmos a cor  $J - H$  ao conjunto de dados.

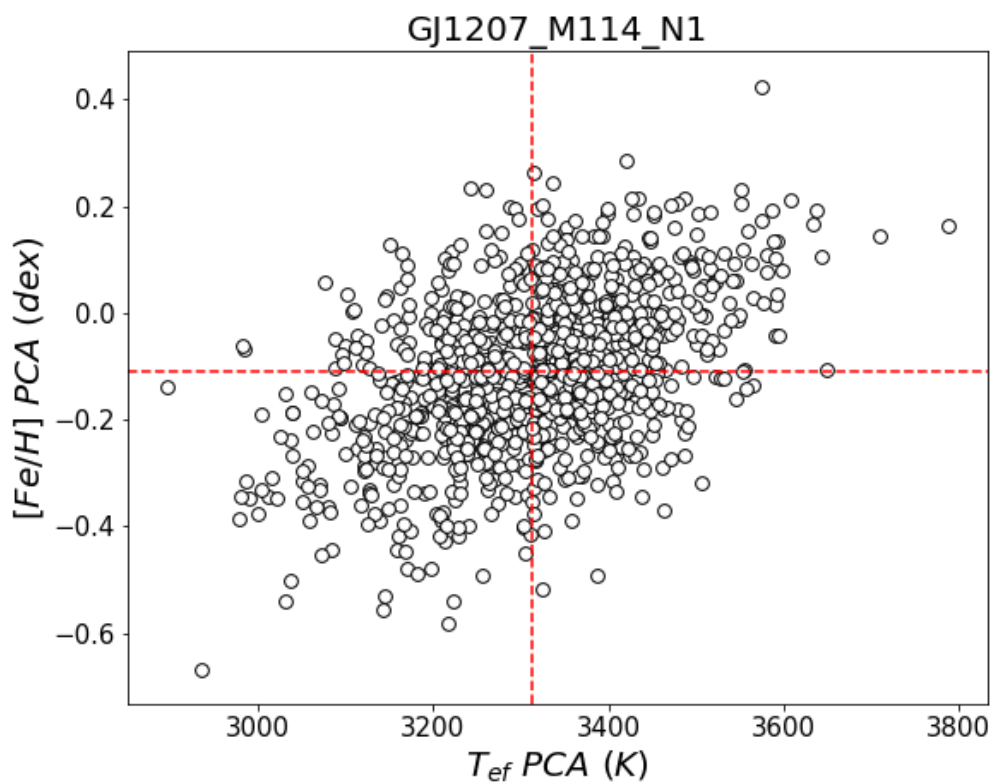


FIGURA 5.9: Exemplo da distribuição de parâmetros atmosféricos gerada pelo método Monte Carlo. As linhas vermelhas representam os valores médios de temperatura efetiva e metalicidade da distribuição – valor final associado ao espectro.

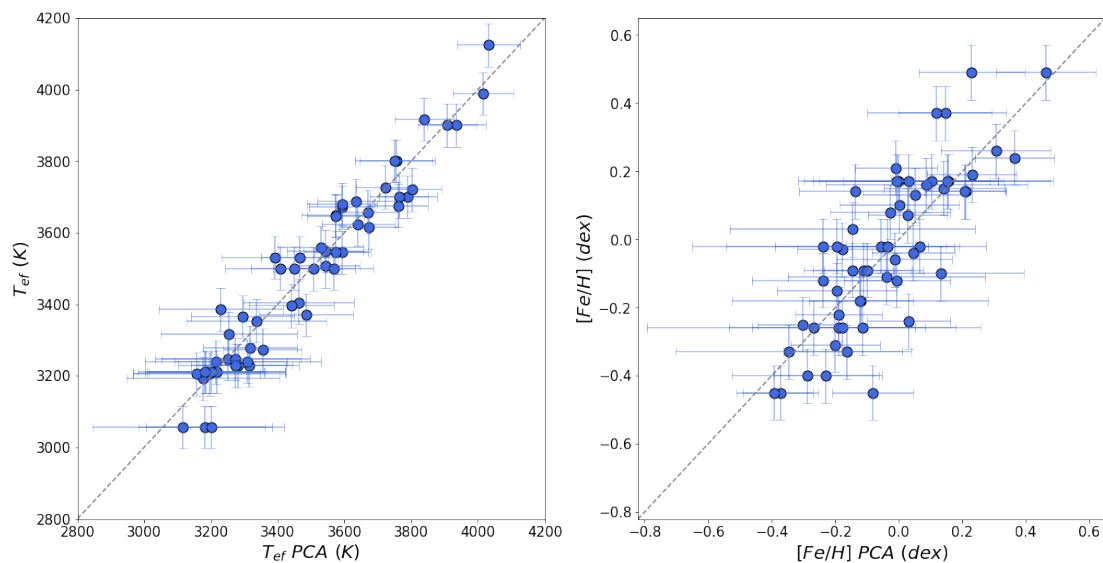


FIGURA 5.10: Parâmetros atmosféricos encontrados da amostra calibradora contra os valores de referência obtidos por Mann et al. (2015).

Exploramos a relação entre as incertezas medidas e a S/R do espectro (ver Figuras 5.13 e 5.14) e identificamos uma correlação. Isso se deve ao fato das estrelas mais frias

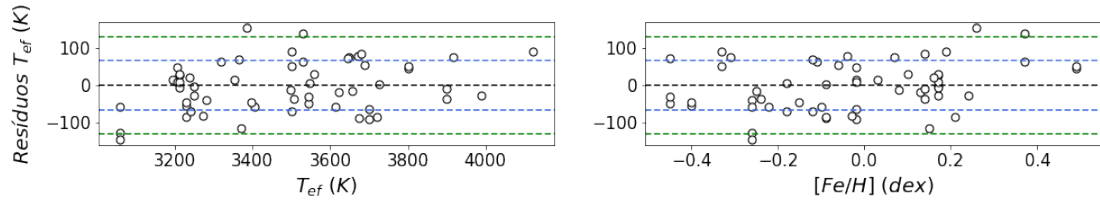


FIGURA 5.11: Gráficos de resíduos da derivação de  $T_{ef}$  utilizando Monte Carlo contra cada um dos parâmetros atmosféricos de referência obtidos por Mann et al. (2015). A linha preta representa o resíduo nulo e as linhas azul e verde são, respectivamente, 1 e 2  $\sigma$  da distribuição.

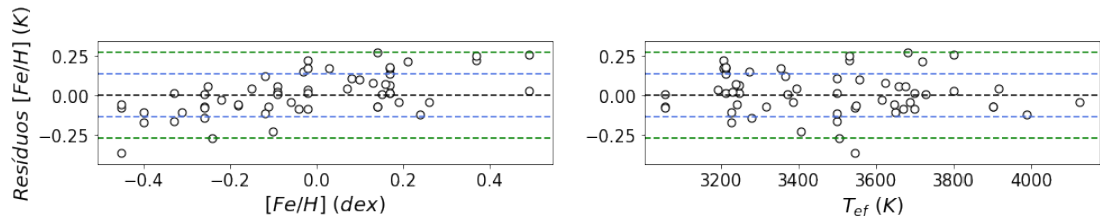


FIGURA 5.12: Gráficos de resíduos da derivação de  $[Fe/H]$  utilizando Monte Carlo contra cada um dos parâmetros atmosféricos de referência obtidos por Mann et al. (2015). A linha preta representa o resíduo nulo e as linhas azul e verde são, respectivamente, 1 e 2  $\sigma$  da distribuição.

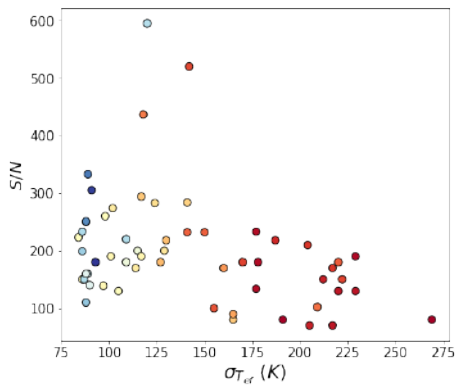


FIGURA 5.13: Relação entre a S/R do espectro e os valores encontrados de  $T_{ef}$  com suas incertezas.

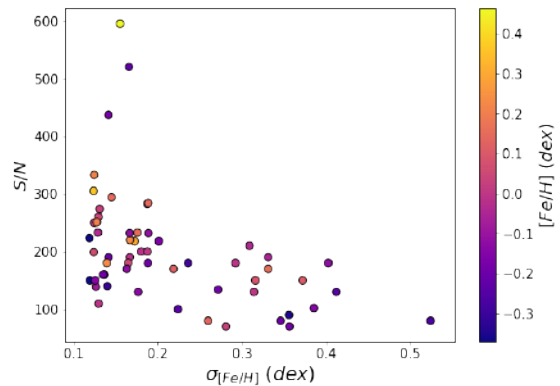


FIGURA 5.14: Relação entre a S/R do espectro e os valores encontrados de  $[Fe/H]$  com suas incertezas.

terem S/R mais baixas devido ao tempo de integração desses objetos (ver Tabela 3.1). No caso da temperatura, temos indicação de que, mesmo para as estrelas mais frias (pontos mais escuros do gráfico), existe a diminuição das incertezas associadas com o aumento da S/R. Por outro lado, os valores de metalicidade estão bem distribuídos entre as incertezas e S/R, indicando que a metalicidade não possui erros sistemáticos associados a seu próprio valor, ou seja, estrelas com maior metalicidade não necessariamente apresentam maiores incertezas (como no caso da temperatura).

Os resultados dos parâmetros atmosféricos das estrelas da amostra calibradora e suas incertezas podem ser encontrados no Apêndice C.

## 5.4 Derivação dos Parâmetros Atmosféricos para a Amostra de Estudo

Aplicamos o mesmo método de geração de larguras equivalentes para cada espectro das 134 estrelas da amostra de estudo para obter as distribuições de parâmetros atmosféricos e seus valores finais. Neste caso, como não sabemos previamente os parâmetros atmosféricos das estrelas, todos os valores encontrados fora dos limites da amostra calibradora estão extrapolando a calibração e podem não fornecer valores confiáveis.

Na Figura 5.15, temos a distribuição dos parâmetros atmosféricos derivados para a amostra de estudo. Identificamos os mesmos padrões de comportamento entre as incertezas associadas e a S/R do espectro. A distribuição de metalicidades está dentro do intervalo esperado para a vizinhança solar, ou seja, aproximadamente  $0.0 \pm 0.5$  dex.

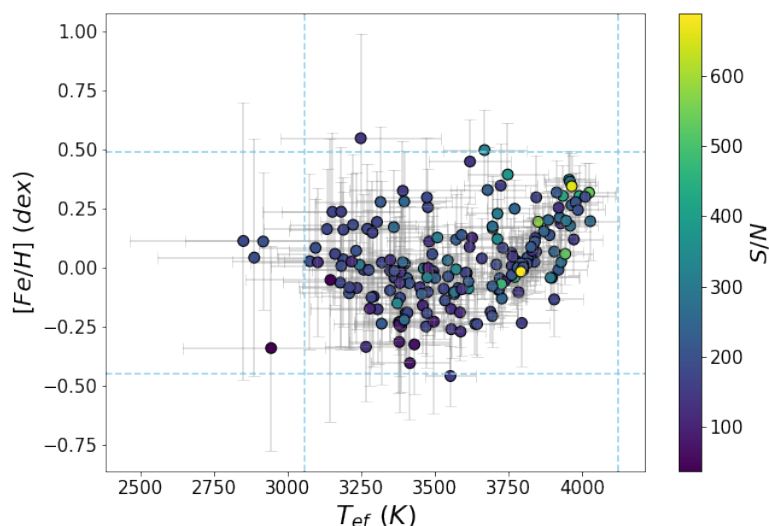


FIGURA 5.15: Distribuição de parâmetros atmosféricos derivados para a amostra de estudo. As linhas azuis representam os limites dos parâmetros da amostra calibradora, ou seja, 3056 K, 4124 K, -0.45 dex e 0.49 dex.

Os resultados dos parâmetros atmosféricos das estrelas da amostra de estudo podem ser encontrados no Apêndice C.

### 5.4.1 Passo-a-passo: *Script* em R

---

```
#Bibliotecas utilizadas
> library(MASS)
> library(psych)
#Importa a tabela de dados contendo
> data <- read.csv('tabela_de_dados.csv', header=TRUE, stringsAsFactors=FALSE)
#Indica quais colunas contêm as variáveis independentes (cor J-H e índices).
No meu caso, fora as 7 primeiras colunas, todo o resto é variável independente
> X <- data[, -(1:7)]
#Cria as componentes principais ao normalizar a matriz X.
Esta é a matriz chamada de Y* no texto
> Y <- prcomp(X, center=TRUE, scale.=TRUE)
#Mostra a variância, proporção de variância e proporção cumulativa de variância de cada componente
> summary(Y)
#Mostra os autovetores e autovalores de Y*
> Y
#Indica que X é uma matriz
> X = as.matrix(X)
#Normaliza a matriz X
> Z = scale(X, center=TRUE, scale=TRUE)
#Multiplica o primeiro autovetor de Y* em Z.
Esta é a primeira coluna da matriz chamada de Z* no texto
> PC1 = Y$rotation[,1] %*% t(Z)
#Organiza o resultado da multiplicação para PC1 ser representada como uma coluna
> PC1 = PC1[,]
#As últimas duas linhas são repetidas para todas as componentes principais que serão utilizadas
#Indica que os valores de Tef da literatura estão contidos na coluna 'temperaturas'
> Tef <- data$temperaturas
#Indica que os valores de [Fe/H] da literatura estão contidos na coluna 'metallicidades'
> FeH <- data$metallicidades
#Definindo as equações com os termos que serão regredidos linearmente em função de Tef e FeH
> regressao_tef = rlm(Tef ~ PC1 + PC2 + PC3)
> regressao_feh = rlm( FeH ~ PC3 + PC5)
#Mostra os coeficientes encontrados para cada termo e o erro residual das regressões
> summary(regressao_tef)
> summary(regressao_feh)
```

---

## 5.5 Comparação de Resultados

Comparamos nossos resultados com outros valores da literatura. Os métodos utilizados pelos autores foram:

- CA08 (Casagrande et al. 2008) explorou a razão de fluxos em diferentes bandas fotométricas como indicador de temperatura e metalicidade.
- RA12 (Rojas-Ayala et al. 2012) mediu larguras equivalentes de linhas do Ca I e Na I e o índice espectral H20-K2 para derivar metalicidades, além de utilizar o mesmo índice como indicador de temperatura.
- NE13 (Neves et al. 2013) utiliza a magnitude absoluta da banda  $K_S$  e a cor  $V - K_S$  como calibradoras de metalicidade
- NW14 (Newton et al. 2014) utiliza larguras equivalentes de 27 linhas espectrais e 10 índices espectrais no infravermelho próximo para estimar a metalicidade.
- NW15 (Newton et al. 2015) deriva a temperatura a partir das larguras equivalentes de linhas do Al e Mg no infravermelho.
- LV19 (López-Valdivia et al. 2019) determinou temperaturas a partir de larguras equivalentes de diversas linhas espectrais na banda H utilizando espectros de alta resolução.

Portanto, estamos utilizando resultados fotométricos e espectroscópicos para verificar a acurácia do nosso método. É importante ressaltar que, para uma grande parte da amostra de estudo, esta é a primeira estimativa dos seus parâmetros atmosféricos, impossibilitando a comparação. Embora não tenhamos feito um levantamento exaustivo da existência de parâmetros, muitas estrelas não contêm nenhuma informação no Simbad além das suas coordenadas e cores, de modo que nossa contribuição representa a primeira caracterização da literatura. Iremos transformar estes resultados em um artigo.

Para o caso da temperatura efetiva (ver Figura 5.16), encontramos sistematicamente temperaturas maiores do que em CA08 (diferença média<sup>†</sup> de 147 K), o que era esperado visto que, ao utilizar aproximações de corpo negro para anãs M no infravermelho, o método utilizado por CA08 subestima a temperatura por não ponderar devidamente a grande contaminação de moléculas que rebaixam o contínuo nessa região. Como foi dito anteriormente, percebe-se que nossa calibração de temperatura efetiva aparenta não ser muito confiável fora do domínio 3200-3800 K, como podemos avaliar pelas estrelas anãs

---

<sup>†</sup> $T_{ef} (PCA) - T_{ef} (Referência)$



K presentes no canto superior direito do gráfico NW15, as quais possuem temperaturas superiores a 4000 K. A nossa calibração subestima a temperatura dessas estrelas (discrepâncias superiores a 400 K). À parte dos casos mencionados acima, observamos um bom acordo entre os resultados de uma forma geral. Obtivemos diferenças médias de -87, -37 e 44 K com RA12, NW15 e LV19, respectivamente (ver Figura 5.17). Estes valores são inferiores às incertezas médias de 137 K obtidas por nosso método (ver Figura 5.17).

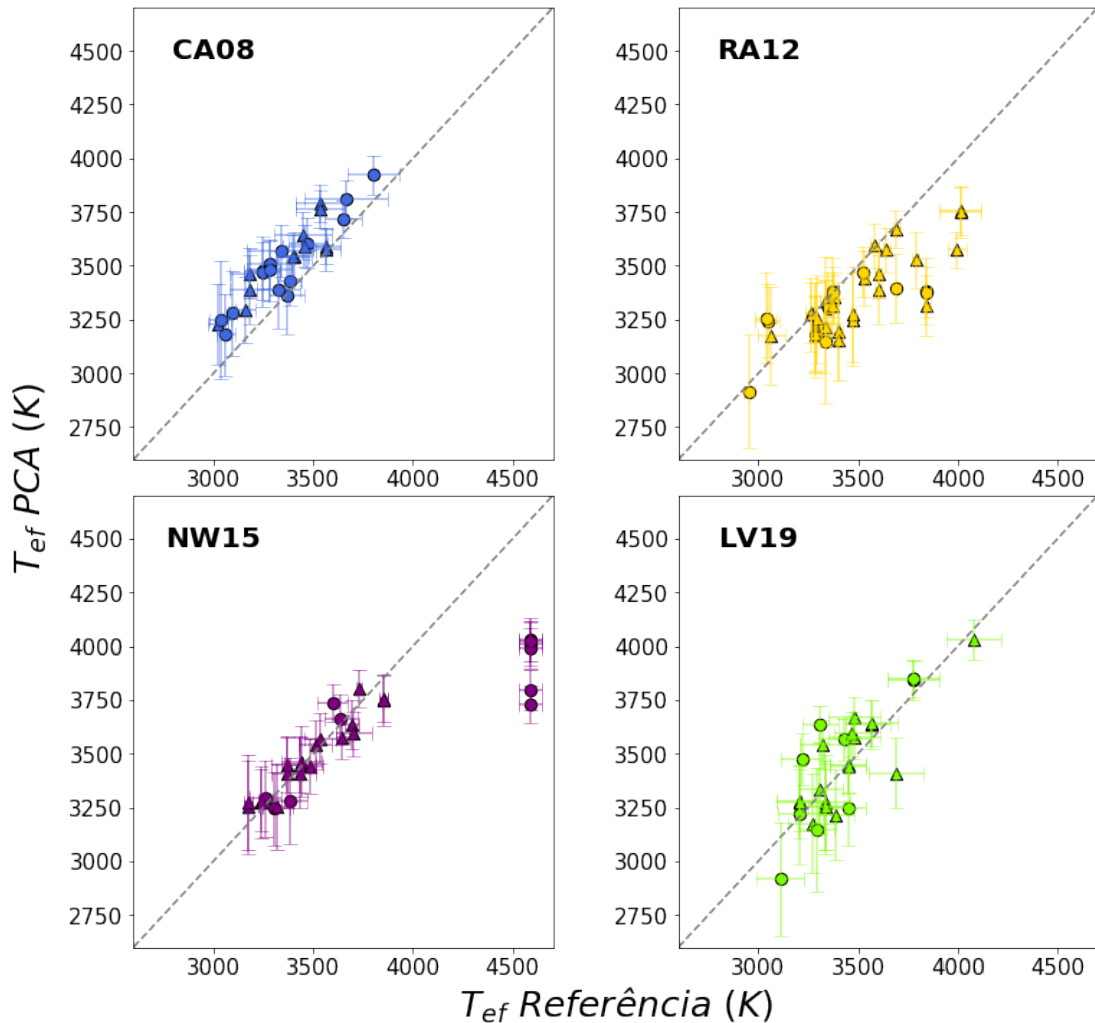


FIGURA 5.16: Comparação dos valores de temperatura efetiva encontrados neste trabalho contra valores da literatura. Os círculos e os triângulos representam as amostras de estudo e calibradora, respectivamente. As linhas tracejadas representam a relação 1:1 entre os valores derivados e os valores de referência. Temos 27, 28, 32 e 27 estrelas em comum com os trabalhos de CA08, RA12, NW15 e LV19, respectivamente. Referências: CA08 (Casagrande et al. 2008); RA12 (Rojas-Ayala et al. 2012); NW15 (Newton et al. 2015); LV19 (López-Valdivia et al. 2019)

Para as metalicidades, podemos notar pela Figura 5.18 que a calibração perde

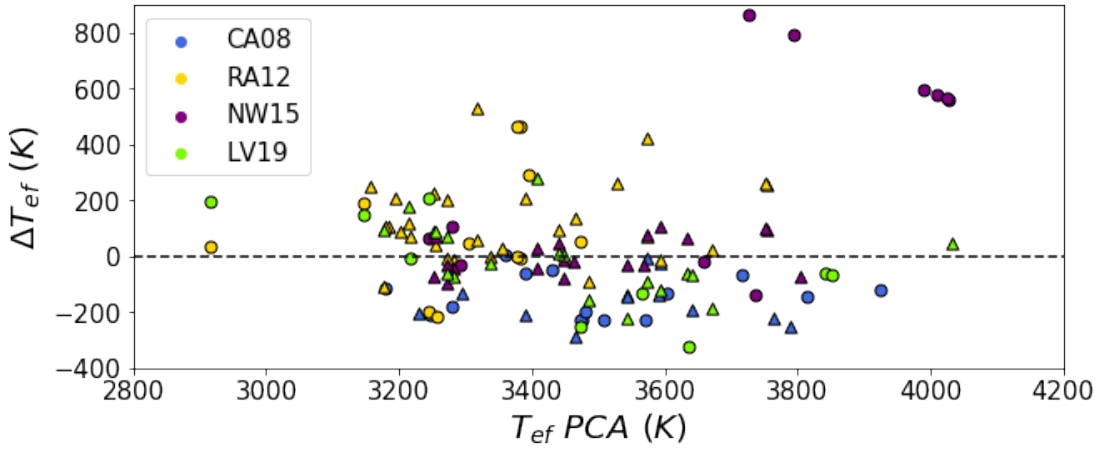


FIGURA 5.17: Diferenças entre os valores de temperatura efetiva encontrados neste trabalho e valores da literatura. Os círculos e os triângulos representam as amostras de estudo e calibradora, respectivamente. Temos 27, 28, 57 e 15 estrelas em comum com os trabalhos de CA08, RA12, NE13 e NW14, respectivamente. Referências: CA08 (Casagrande et al. 2008); RA12 (Rojas-Ayala et al. 2012); NW15 (Newton et al. 2015); LV19 (López-Valdivia et al. 2019)

acurácia em aproximadamente  $-0.2$  dex. Este fato pode estar associado à própria diminuição da contribuição da metalicidade no espectro, levando à uma perda de sensibilidade dos índices, e deve ser investigada juntamente com possíveis vieses relacionados à temperatura efetiva e ao S/R do espectro, como foi dito anteriormente. De forma geral, encontramos altas dispersões, com diferenças médias<sup>†</sup> de 0.19,  $-0.09$ , 0.05 e 0.06 com CA08, RA12, NE13 e NW15, respectivamente, mas ainda assim contidas dentro das incertezas médias de 0.20 dex obtidas por nosso método (ver Figura 5.19).

Pela semelhança dos espectros para o caso das anãs mais quentes (M0V e M1V), os índices das anãs M podem ser utilizados para as anãs K mais frias e estas representam uma conexão com os métodos de obtenção de metalicidade que fazem o uso de modelos de atmosfera aplicados à estrelas de tipo solar, derivando abundâncias fundamentais. Dito isso, observamos três anãs K que chamamos de “padrões químicas” (HD 103932, HD 120476A e HD 131977). A tabela 5.2 contém a comparação entre os valores da literatura e o valor médio encontrado neste trabalho e na tabela 5.3 podem ser encontrados os valores individuais de metalicidade derivados para cada espectro. Encontramos um bom acordo apenas para a HD 103932, tornando evidente, mais uma vez, a necessidade de uma análise mais detalhada dos limites de aplicabilidade do método para identificar quais índices mantêm a sensibilidade à metalicidade, principalmente para estrelas fora dos limites de 3200-3800 K, onde a contaminação das moléculas para baixas  $T_{ef}$  ou uma possível saturação dos índices para altas  $T_{ef}$  pode ocorrer.

<sup>†</sup> $[Fe/H] (PCA) - [Fe/H] (Referência)$

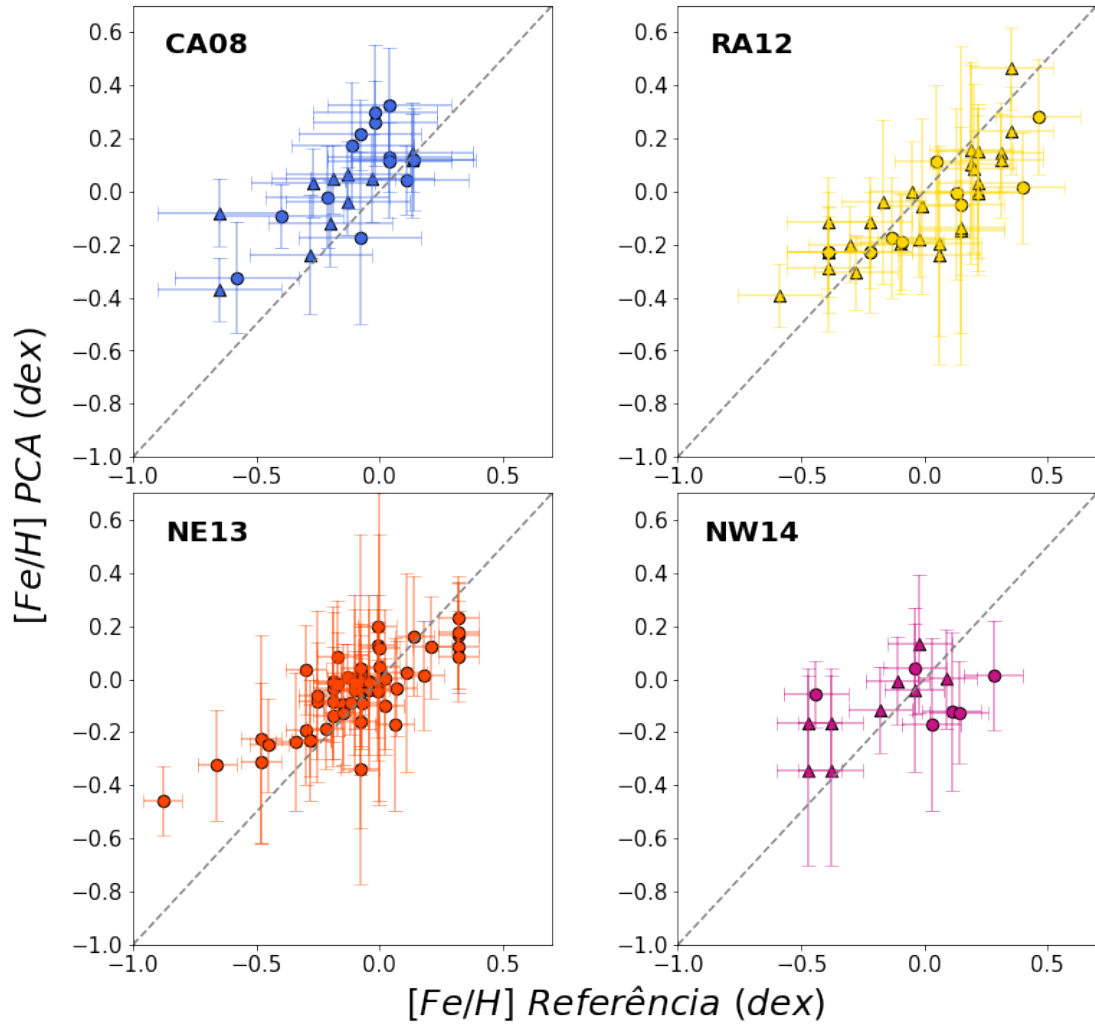


FIGURA 5.18: Comparação dos valores de metalicidade encontrados neste trabalho contra valores da literatura. Os círculos e os triângulos representam as amostras de estudo e calibradora, respectivamente. As linhas tracejadas representam a relação 1:1 entre os valores derivados e os valores de referência. Temos 27, 28, 57 e 15 estrelas em comum com os trabalhos de CA08, RA12, NE13 e NW14, respectivamente. Referências: CA08 (Casagrande et al. 2008); RA12 (Rojas-Ayala et al. 2012); NE13 (Neves et al. 2013); NW14 (Newton et al. 2014)

TABELA 5.2: Comparação entre as metalicidades derivadas para as padrões químicas e outros valores da literatura. As colunas 2-4 são valores encontrados em outros trabalhos e a coluna 6 é o valor médio ponderado das metalicidades encontradas neste trabalho para a estrela em questão. Referências: FE98 (Feltzing and Gustafsson 1998); SA05 (Santos et al. 2005); VF05 (Valenti and Fischer 2005); HI17 (Hinkel et al. 2017)

ID	FE98 (dex)	SA05 (dex)	VF05 (dex)	HI17 (dex)	$\langle [Fe/H]_{PCA} \rangle$ (dex)
HD 103932	$0.16 \pm 0.02$	$0.09 \pm 0.13$	-	$0.19 \pm 0.18$	$-0.02 \pm 0.14$
HD 120476a	-	-	$-0.18 \pm 0.03$	$-0.03 \pm 0.35$	$0.14 \pm 0.14$
HD 131977	$0.04 \pm 0.02$	$0.07 \pm 0.1$	$0.12 \pm 0.03$	-	$0.27 \pm 0.15$

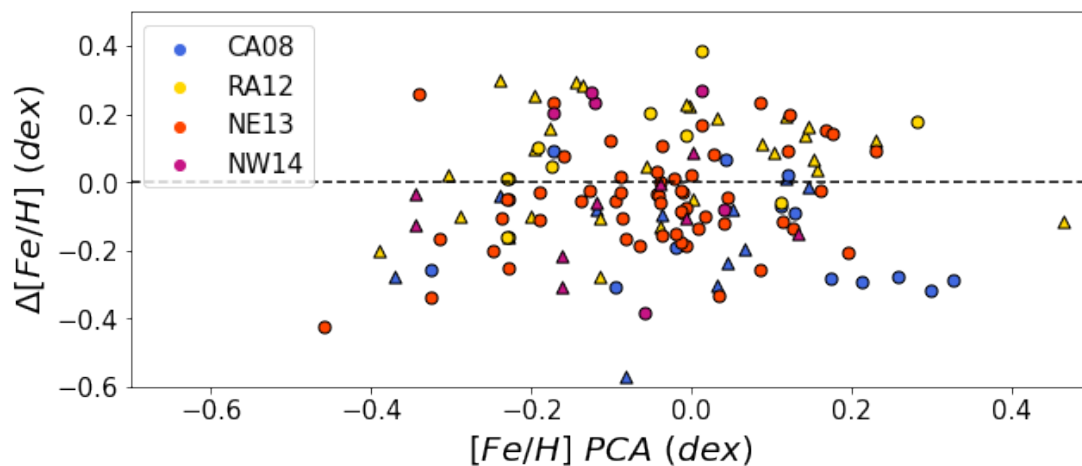


FIGURA 5.19: Diferenças entre os valores de metalicidade encontrados neste trabalho e valores da literatura. Os círculos e os triângulos representam as amostras de estudo e calibradora, respectivamente. Temos 27, 28, 57 e 15 estrelas em comum com os trabalhos de CA08, RA12, NE13 e NW14, respectivamente. Referências: CA08 (Casagrande et al. 2008); RA12 (Rojas-Ayala et al. 2012); NE13 (Neves et al. 2013); NW14 (Newton et al. 2014)

TABELA 5.3: Metallicidades derivadas para cada espectro das padrões químicas. As colunas 2 e 3 são, respectivamente, a identificação e o S/R de cada espectro.

ID	Espectro	S/R	$[Fe/H]_{PCA}$ (dex)
HD 103932	M107 n4	218	$-0.01 \pm 0.13$
HD 103932	M48 n2	170	$-0.13 \pm 0.16$
HD 103932	M114 n2	304	$-0.04 \pm 0.14$
HD 103932	M110 n1	245	$0.07 \pm 0.14$
HD 103932	M114 n1	315	$-0.04 \pm 0.13$
HD 103932	M115 n4	533	$0.06 \pm 0.13$
HD 103932	M115 n3	275	$0.02 \pm 0.13$
HD 120476a	M110 n2	283	$0.18 \pm 0.13$
HD 120476a	M48 n3	150	$0.12 \pm 0.15$
HD 131977	M116 n1	186	$0.3 \pm 0.15$
HD 131977	M48 n2	260	$0.2 \pm 0.17$
HD 131977	M110 n1	446	$0.31 \pm 0.13$

## Capítulo 6

# Conclusões e Perspectivas

Este projeto foi formulado com o objetivo de melhorar o conhecimento dos parâmetros atmosféricos de anãs M da vizinhança solar. Para isso, observamos um conjunto de 178 anãs M ao longo de 11 anos utilizando o espectrógrafo coudé do telescópio brasileiro de 1.6 m. Obtivemos espectros de resolução moderada ( $R \approx 12000$ ) e  $S/R \gtrsim 100$  na região do infravermelho próximo. Os dados foram reduzidos utilizando um *script* semi automatizado em PyRAF.

Fizemos a inspeção visual dos espectros, definimos um sistema de 148 índices espectrais no domínio de 8840.207-8834.170 Å e medimos suas larguras equivalentes a fim de explorar a sensibilidade de cada índice com a variação dos parâmetros atmosféricos – temperatura efetiva e metalicidade. Utilizamos a PCA para construir uma calibração multiparamétrica para cada parâmetro e identificamos que a metalicidade, diferentemente da temperatura, não poderia ser explicada apenas pela variação das EW. Dito isso, identificamos uma forte correlação entre a cor  $J - H$  e a metalicidade e decidimos incorporá-la à calibração, totalizando 149 (cor e índices) variáveis a serem processadas pela PCA para a criação das componentes principais.

Utilizamos 44 estrelas com parâmetros atmosféricos derivados por Mann et al. (2015) como dados de entrada na PCA. Identificamos que as componentes que possuíam as melhores correlações com a temperatura efetiva eram PC1, PC2 e PC3, enquanto que, para a metalicidade, encontramos PC3 e PC5. Utilizamos o PCR para testar todas as combinações possíveis de termos envolvendo as componentes escolhidas e selecionamos a melhor regressão para cada parâmetro atmosférico, criando assim nossas calibrações.

A fim de verificar a repetibilidade das larguras equivalentes de cada índice e estimar as incertezas associadas às suas medições, medimos os erros relativos de cada índice a partir da média dos desvios padrões das distribuições de valores de largura equivalente

das estrelas calibradoras com múltiplas observações. Encontramos que apenas 13 índices espectrais apresentavam variações médias superiores a 5%, provando a estabilidade deles.

Utilizamos o método de Monte Carlo para gerar medidas sintéticas de larguras equivalentes a partir dos valores de um espectro de entrada, levando em consideração os erros relativos associados a cada índice. Geramos 1000 conjuntos de dados sintéticos para cada espectro, possibilitando derivar uma distribuição de 1000 valores de parâmetros atmosféricos em que o valor final de cada parâmetro é a média da distribuição e seu erro associado resulta da propagação do erro residual da calibração com o desvio padrão da distribuição.

Aplicamos o método de Monte Carlo para todos os espectros da amostra calibradora e reconhecemos que havia consistência nos parâmetros atmosféricos obtidos de modo que recuperamos os valores de referência de forma satisfatória. Identificamos que a calibração de temperatura aparenta diminuir sua acurácia fora do domínio de 3200-3800 K e que as incertezas associadas possuem uma tendência com o valor da temperatura, sendo maiores quanto mais fria a estrela. A calibração de metalicidade tem sua acurácia comprometida pela tendência observada com  $[Fe/H]$  (superestimamos os valores de metalicidades para as estrelas mais ricas e as subestimamos para as estrelas mais pobres), mas ela ainda se mostra bastante precisa, com erros internos de aproximadamente 0.12 dex.

Também verificamos que os erros associados a ambos os parâmetros está relacionado ao S/R do espectro. Também aplicamos o método de Monte Carlo nos espectros da amostra de estudo para derivar seus parâmetros.

Ao comparar nossos resultados com outros valores da literatura, encontramos um bom acordo para a temperatura dentro do domínio de 3200-3800 K e identificamos que a metalicidade apresentou divergência significativa para estrelas com menos de -0.2 dex. Ao analisar a compatibilidade dos valores derivados para algumas estrelas anãs K observadas como “padrões químicas” por representarem uma conexão entre nosso método e os métodos tradicionais de abundância para estrelas F, G e K que fazem o uso de modelos de atmosferas estelares, encontramos um bom acordo apenas para uma delas, as demais mostrando discrepâncias perceptíveis.

Concluimos que os índices espectrais são capazes de derivar com sucesso parâmetros atmosféricos de anãs M com incertezas típicas de 137 K para temperatura efetiva e 0.20 dex para a metalicidade. Contudo, ainda podemos explorar os limites de perda ou saturação da sensibilidade dos índices, principalmente com a temperatura efetiva, a fim de melhorar as calibrações. Queremos investigar melhor a correlação entre os resíduos

da temperatura efetiva e a metalicidade pois estes podem representar efeitos que antes eram mascarados pela forte impressão que a temperatura tem no espectro. Além disso, também iremos investigar mais profundamente a correlação entre a  $[Fe/H]$  e seus resíduos.

De forma geral, o método apresenta uma grande vantagem por ser independente de modelos de estrutura interna e atmosfera estelar e pela possibilidade de derivar parâmetros atmosféricos competitivos utilizando espectros de resolução intermediária obtidos em um telescópio brasileiro de relativo fácil acesso – menos competitivo.

O próximo passo será utilizar as linhas do tripleto do Ca II para derivar idades a partir da calibração criada especialmente para anãs M por um dos membros do grupo (Lorenzo-Oliveira 2016) que correlaciona a idade da estrela com sua atividade cromosférica. Também queremos investigar a contribuição de possíveis efeitos magnéticos (e.g., preenchimento cromosférico e efeito Zeeman) nas linhas fora do tripleto do Ca II, já que as anãs M são tipicamente ativas e isso poderia alterar os valores de EW.



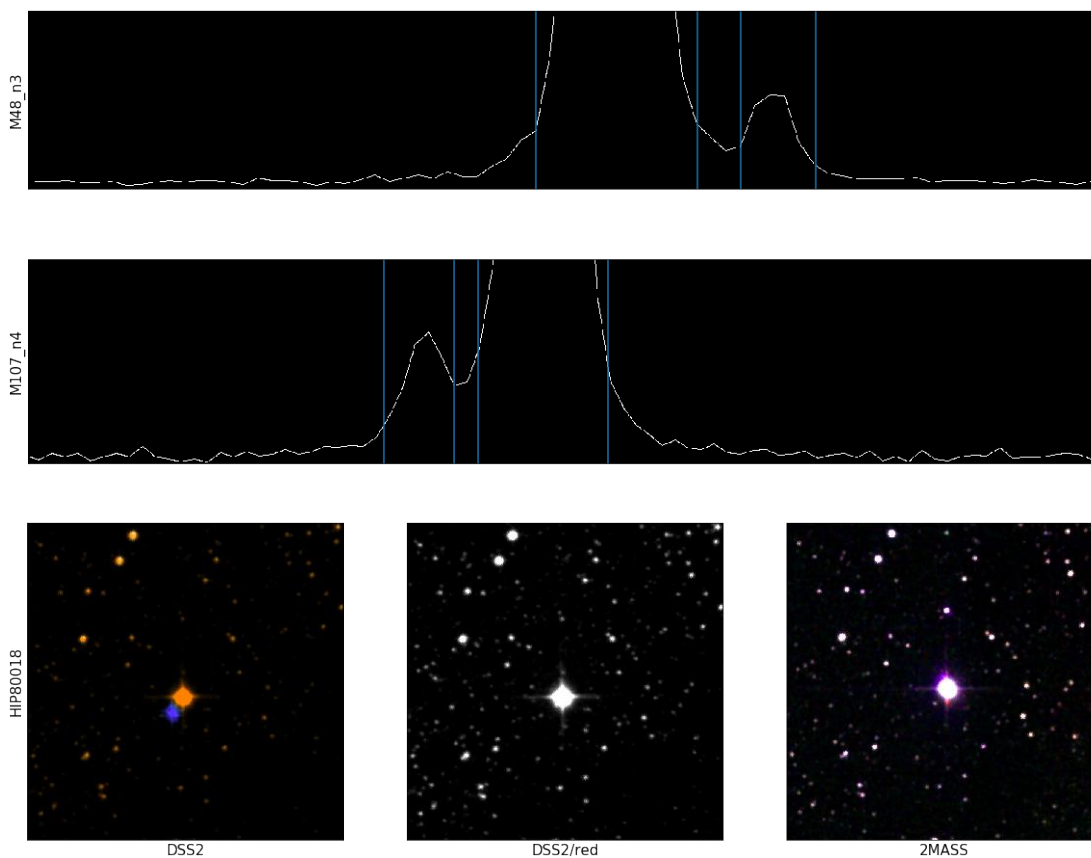


## Apêndice A

# Casos Especiais: Binárias

### A.0.1 HIP 80018

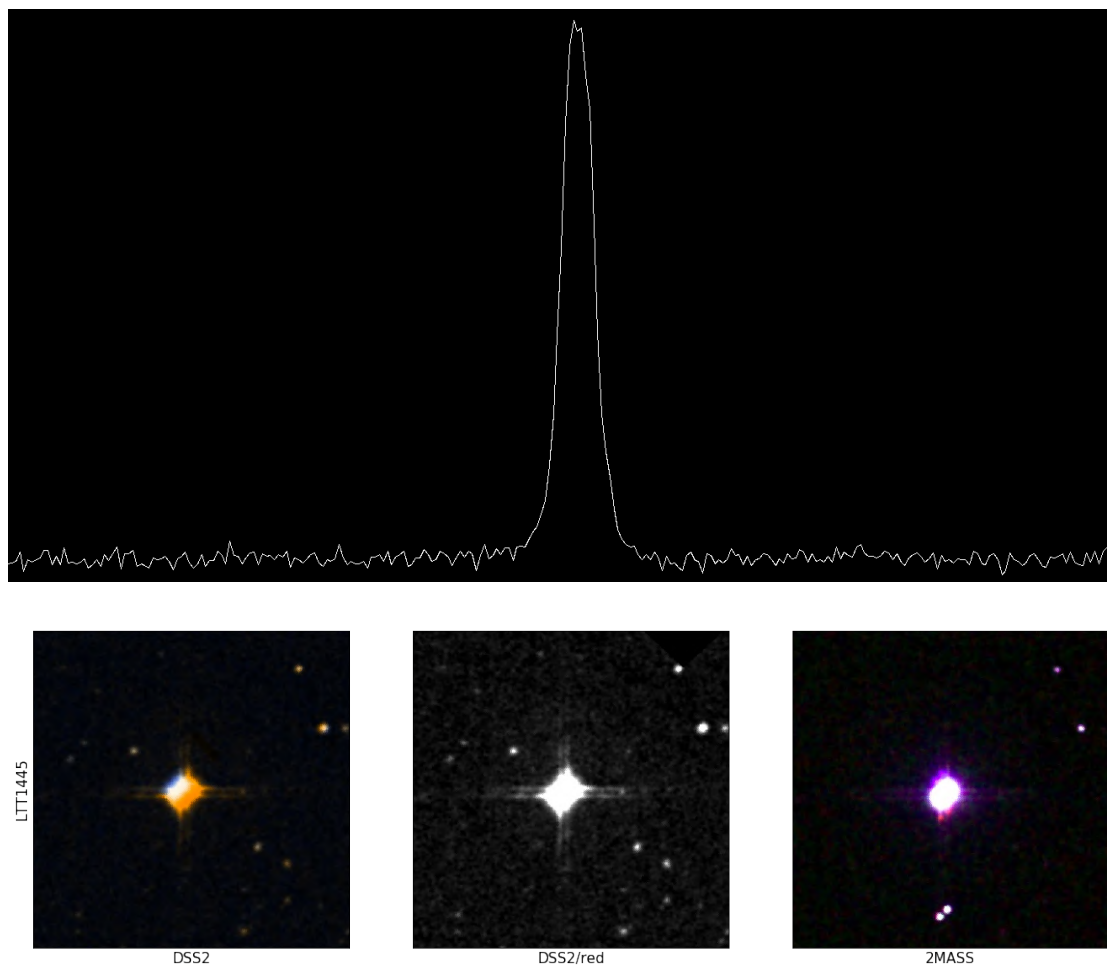
A componente B foi observada nas missões 48 e 107 e, em ambos os casos, conseguimos extrair a secundária com pouca contaminação. Ao verificar as imagens do Aladin<sup>†</sup>, é possível observar a secundária no canto inferior direito do perfil.



<sup>†</sup>Atlas do céu contendo imagens astronômicas em diversos comprimentos de onda (<https://aladin.u-strasbg.fr/aladin.gml>)

### A.0.2 GJ 3193

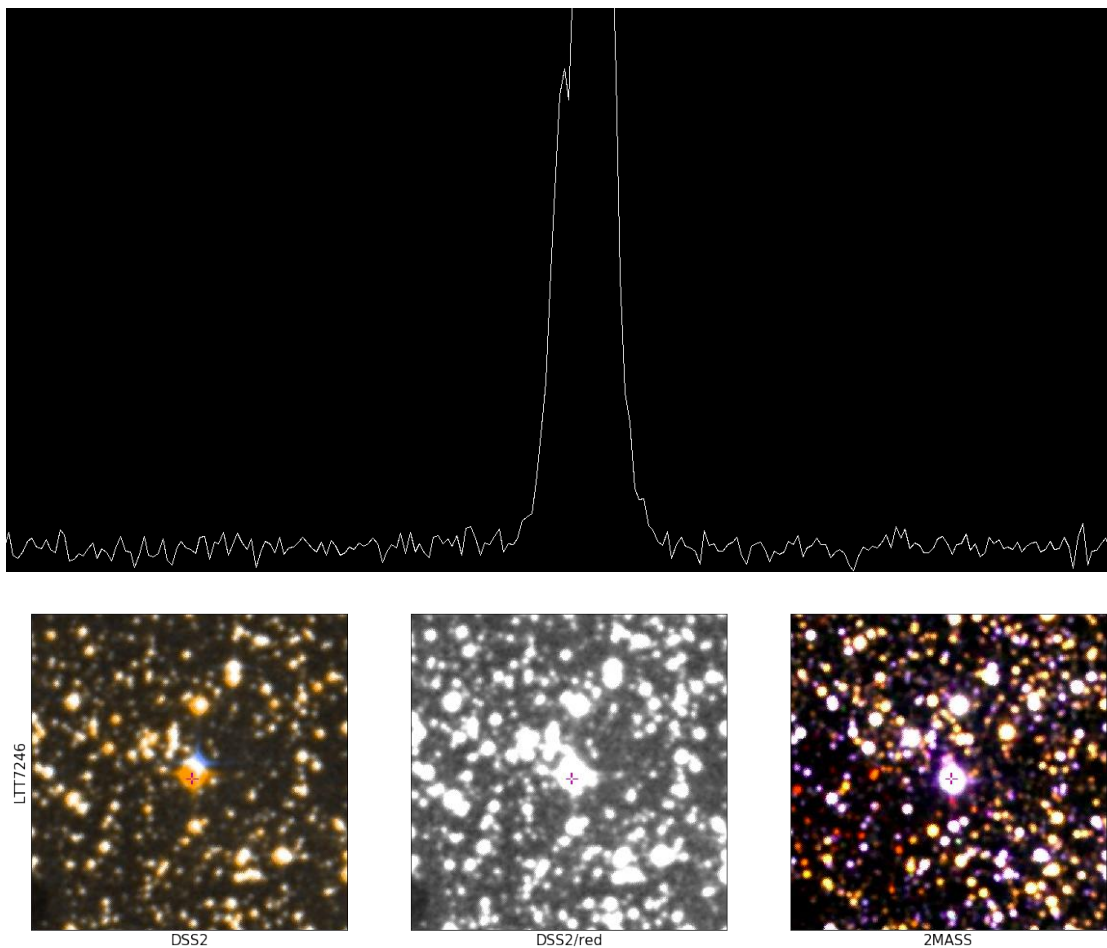
A estrela apresentou um perfil mais alargado e levemente bimodal, então verificamos que se tratava de um sistema binário composto por uma M2.5V (GJ 3192) e uma M3V (GJ 3193). Não foi possível fazer a separação mas decidimos considerá-las como um objeto só como teste para verificar o resultado encontrado pelo método. Utilizamos a nomenclatura da primária na identificação.



### A.0.3 LTT 7246

Reconhecemos um perfil secundário de uma companheira que não está identificada no Simbad<sup>‡</sup>. Não foi possível realizar a extração do espectro da secundária por causa da grande contaminação da primária e a eliminamos da amostra, mas esta aparenta ser bastante fria – subtipo M3 ou maior. Ao verificar as imagens, é possível observar a secundária no canto superior esquerdo do perfil.

<sup>‡</sup>SIMBAD Astronomical Database contém coordenadas, identificação de catálogos e referências de objetos astronômicos (<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>)

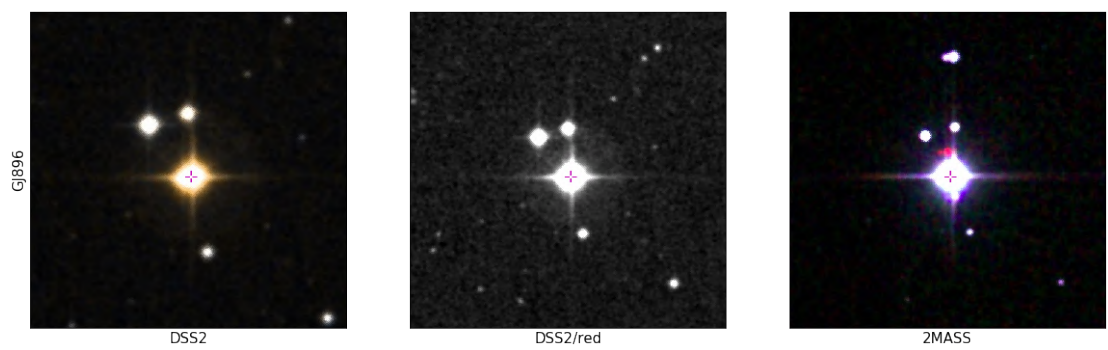
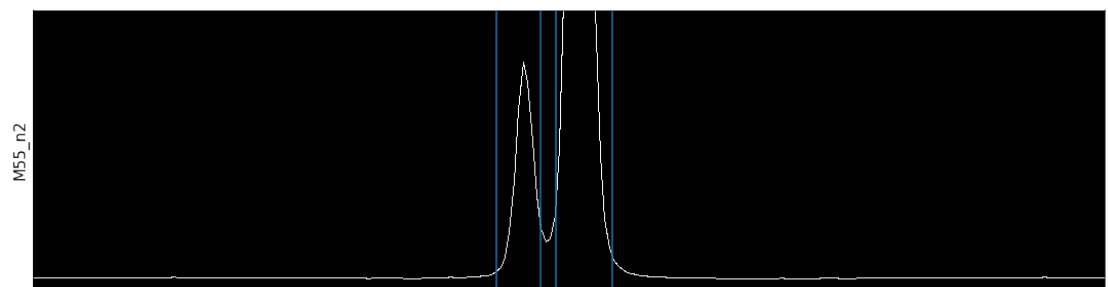
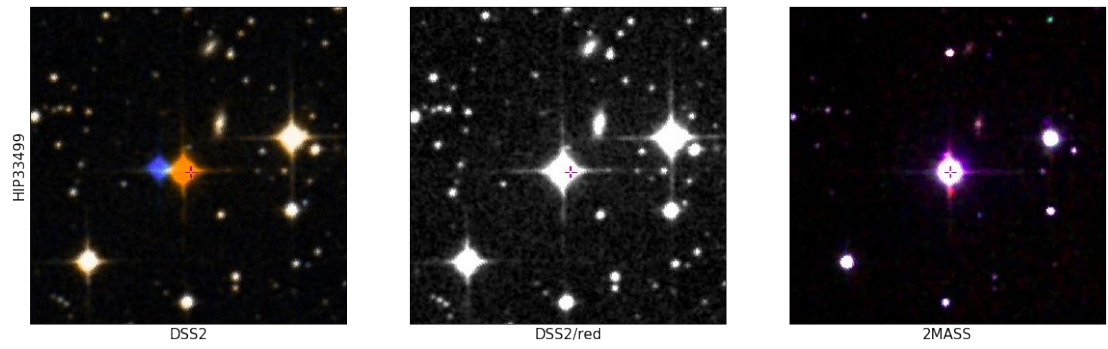
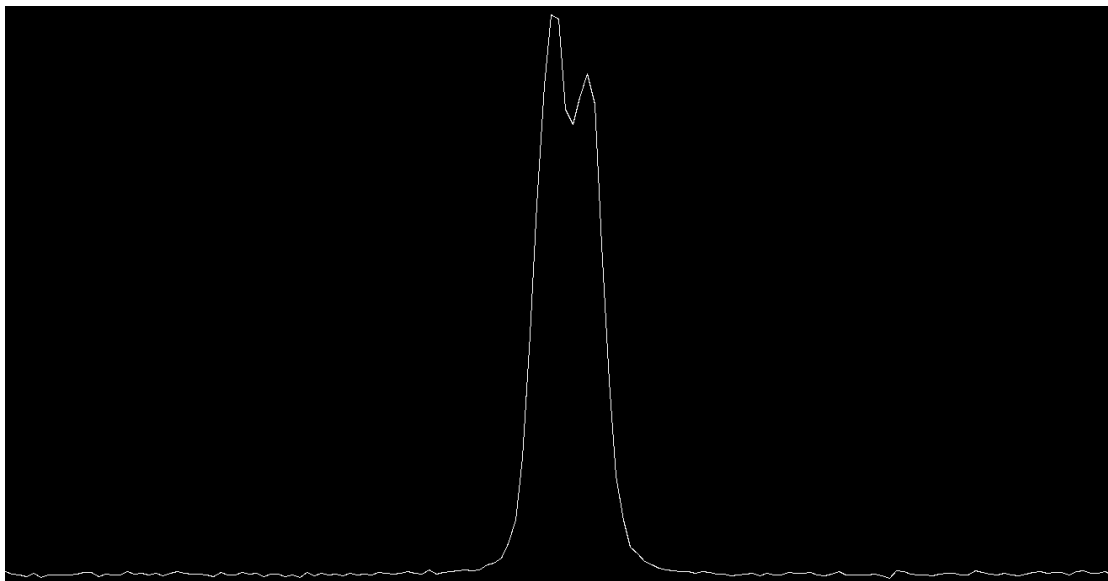


#### A.0.4 HIP 33499

A estrela apresentou um perfil bimodal, então verificamos que se tratava de um sistema binário composto por duas M3V. Não foi possível fazer a separação mas, assim como na GJ 3193, decidimos considerá-la como um objeto só como teste para verificar o resultado encontrado pelo método. Não fica claro que o sistema é binário ao verificar as imagens, então as estrelas estão aparentemente muito próximas.

#### A.0.5 GJ 896

Conseguimos extrair a secundária com pouca contaminação, porém  $S/R \approx 37$ . Segundo as coordenadas, as duas estrelas estão muito próximas e não podem ser diferenciadas visualmente pelas imagens do Aladin.



## Apêndice B

# Índices Espectrais

Este apêndice contém todas as informações acerca dos índices espectrais. As colunas representam, respectivamente, o número utilizado para a identificação, os comprimentos de onda inicial e final e o erro relativo percentual final de cada índice (ver Equação 5.17). Os índices contendo observação ( $i^\times$ ) não foram utilizados para a construção da calibração, conforme foi explicado no texto (ver Seção 4.3).

TABELA B.1: Índices espectrais definidos no domínio de 8840-8834 Å.

ID	$\lambda_i$ (Å)	$\lambda_f$ (Å)	$\sigma_{final}^{rel}$
$i1^\times$	8390.170	8392.852	-
$i2^\times$	8392.852	8395.796	-
$i3^\times$	8395.796	8399.997	-
$i4^\times$	8399.997	8401.949	-
$i5^\times$	8401.949	8405.622	-
$i6^\times$	8405.622	8408.070	-
$i7^\times$	8408.070	8411.035	-
$i8^\times$	8411.035	8413.815	-
$i9^\times$	8413.815	8415.469	-
$i10^\times$	8415.469	8418.413	-
$i11^\times$	8418.413	8421.854	-
$i12^\times$	8421.854	8423.765	-
$i13^\times$	8423.765	8425.526	-
$i14^\times$	8425.526	8427.743	-
$i15^\times$	8427.743	8429.463	-
$i16^\times$	8429.463	8430.940	-
$i17^\times$	8430.940	8432.396	-

TABELA B.1: Índices espectrais definidos no domínio de 8840-8834 Å.

ID	$\lambda_i$ (Å)	$\lambda_f$ (Å)	$\sigma_{final}^{rel}$
<i>i18</i> <sup>×</sup>	8432.396	8436.829	-
<i>i19</i> <sup>×</sup>	8436.829	8440.270	-
<i>i20</i>	8440.27	8445.199	0.24
<i>i21</i>	8445.199	8449.885	0.26
<i>i22</i>	8449.885	8451.508	0.17
<i>i23</i>	8451.508	8454.517	0.19
<i>i24</i>	8454.517	8456.237	0.21
<i>i25</i>	8456.237	8458.719	0.18
<i>i26</i>	8458.719	8461.663	0.25
<i>i27</i>	8461.663	8466.315	0.26
<i>i28</i>	8466.315	8471.245	0.09
<i>i29</i>	8471.245	8473.693	0.22
<i>i30</i>	8473.693	8475.182	0.22
<i>i31</i>	8475.182	8477.896	0.30
<i>i32</i>	8477.896	8479.086	0.28
<i>i33</i>	8479.086	8480.575	0.29
<i>i34</i>	8480.575	8482.03	0.18
<i>i35</i>	8482.03	8483.751	0.10
<i>i36</i>	8483.751	8485.008	1.74
<i>i37</i>	8485.008	8486.265	0.33
<i>i38</i>	8486.265	8489.429	0.32
<i>i39</i>	8489.429	8492.109	0.36
<i>i40</i>	8492.109	8494.821	0.20
<i>i41</i>	8494.821	8496.311	0.10
<i>i42</i> <sup>×</sup>	8496.311	8499.288	-
<i>i43</i>	8499.288	8501.703	0.13
<i>i44</i>	8501.703	8503.266	0.29
<i>i45</i>	8503.266	8508.076	0.20
<i>i46</i>	8508.076	8509.565	0.28
<i>i47</i>	8509.565	8511.285	0.27
<i>i48</i>	8511.285	8513.271	0.26
<i>i49</i>	8513.271	8514.726	0.04
<i>i50</i>	8514.726	8517.083	0.15
<i>i51</i>	8517.083	8522.137	0.13
<i>i52</i>	8522.137	8523.361	0.23

TABELA B.1: Índices espectrais definidos no domínio de 8840-8834 Å.

ID	$\lambda_i$ (Å)	$\lambda_f$ (Å)	$\sigma_{final}^{rel}$
<i>i53</i>	8523.361	8525.313	0.21
<i>i54</i>	8525.313	8527.034	0.18
<i>i55</i>	8527.034	8529.238	0.20
<i>i56</i>	8529.238	8530.958	0.20
<i>i57</i>	8530.958	8533.142	0.17
<i>i58</i>	8533.142	8535.855	0.17
<i>i59</i>	8535.855	8539.563	0.08
<i>i60</i> <sup>×</sup>	8539.563	8543.961	-
<i>i61</i>	8543.961	8545.945	0.07
<i>i62</i>	8545.945	8549.374	0.11
<i>i63</i>	8549.374	8551.095	0.20
<i>i64</i>	8551.095	8553.543	0.22
<i>i65</i>	8553.543	8556.365	0.21
<i>i66</i>	8556.365	8557.745	0.50
<i>i67</i>	8557.745	8561.681	0.24
<i>i68</i>	8561.681	8563.634	0.28
<i>i69</i>	8563.634	8565.089	0.50
<i>i70</i>	8565.089	8569.047	0.26
<i>i71</i>	8569.047	8572.487	0.24
<i>i72</i>	8572.487	8574.048	0.24
<i>i73</i>	8574.048	8575.135	0.20
<i>i74</i>	8575.135	8577.385	0.36
<i>i75</i>	8577.385	8579.369	0.35
<i>i76</i>	8579.369	8581.406	1.07
<i>i77</i>	8581.406	8582.777	0.17
<i>i78</i>	8582.777	8583.871	0.20
<i>i79</i>	8583.871	8585.048	0.45
<i>i80</i>	8585.048	8587.833	15.61
<i>i81</i>	8587.833	8589.91	0.40
<i>i82</i>	8589.91	8595.833	0.32
<i>i83</i>	8595.833	8597.521	0.64
<i>i84</i>	8597.521	8600.498	0.28
<i>i85</i>	8600.498	8601.953	0.37
<i>i86</i>	8601.953	8604.931	0.49
<i>i87</i>	8604.931	8607.399	0.73

TABELA B.1: Índices espectrais definidos no domínio de 8840-8834 Å.

ID	$\lambda_i$ (Å)	$\lambda_f$ (Å)	$\sigma_{final}^{rel}$
<i>i</i> 88	8607.399	8609.319	0.82
<i>i</i> 89	8609.319	8610.403	0.38
<i>i</i> 90	8610.403	8613.631	0.17
<i>i</i> 91	8613.631	8618.739	0.34
<i>i</i> 92	8618.739	8620.138	0.95
<i>i</i> 93	8620.138	8622.354	0.25
<i>i</i> 94	8622.354	8627.392	0.32
<i>i</i> 95	8627.392	8629.836	0.31
<i>i</i> 96	8629.836	8631.937	0.29
<i>i</i> 97	8631.937	8635.377	0.28
<i>i</i> 98	8635.377	8638.09	0.38
<i>i</i> 99	8638.09	8640.34	0.30
<i>i</i> 100	8640.34	8643.583	0.32
<i>i</i> 101	8643.583	8646.943	0.28
<i>i</i> 102	8646.943	8649.393	0.25
<i>i</i> 103	8649.393	8653.064	0.21
<i>i</i> 104	8653.064	8658.494	0.27
<i>i</i> 105 <sup>×</sup>	8658.494	8666.718	-
<i>i</i> 106	8666.718	8669.528	0.25
<i>i</i> 107	8669.528	8671.017	0.37
<i>i</i> 108	8671.017	8672.241	0.28
<i>i</i> 109	8672.241	8673.962	0.34
<i>i</i> 110	8673.962	8676.41	0.14
<i>i</i> 111	8676.41	8677.634	0.48
<i>i</i> 112	8677.634	8680.372	0.36
<i>i</i> 113	8680.372	8682.3	0.39
<i>i</i> 114	8682.3	8685.496	0.19
<i>i</i> 115	8685.496	8687.48	0.20
<i>i</i> 116	8687.48	8690.203	0.09
<i>i</i> 117	8690.203	8691.418	0.23
<i>i</i> 118	8691.418	8693.37	0.12
<i>i</i> 119	8693.37	8694.594	0.12
<i>i</i> 120	8694.594	8695.818	0.12
<i>i</i> 121	8695.818	8696.847	0.18
<i>i</i> 122	8696.847	8698.531	0.12



TABELA B.1: Índices espectrais definidos no domínio de 8840-8834 Å.

ID	$\lambda_i$ (Å)	$\lambda_f$ (Å)	$\sigma_{final}^{rel}$
<i>i123</i>	8698.531	8700.482	0.13
<i>i124</i>	8700.482	8702.965	0.18
<i>i125</i>	8702.965	8704.903	0.21
<i>i126</i>	8704.903	8707.893	0.18
<i>i127</i>	8707.893	8709.337	0.19
<i>i128</i>	8709.337	8712.546	0.11
<i>i129</i>	8712.546	8715.227	0.14
<i>i130</i>	8715.227	8716.715	0.17
<i>i131</i>	8716.715	8718.171	0.13
<i>i132</i>	8718.171	8720.421	0.13
<i>i133</i>	8720.421	8723.101	0.16
<i>i134</i>	8723.101	8726.066	0.17
<i>i135</i>	8726.066	8728.514	0.21
<i>i136</i>	8728.514	8732.683	0.13
<i>i137</i>	8732.683	8736.854	0.15
<i>i138</i>	8736.854	8739.796	0.21
<i>i139</i>	8739.796	8742.277	0.20
<i>i140</i>	8742.277	8744.713	0.27
<i>i141</i>	8744.713	8746.201	1.91
<i>i142</i>	8746.201	8748.636	0.22
<i>i143</i>	8748.636	8752.091	0.21
<i>i144</i>	8752.091	8754.075	0.37
<i>i145</i>	8754.075	8757.979	0.22
<i>i146</i>	8757.979	8759.7	0.44
<i>i147</i>	8759.7	8764.617	0.24
<i>i148</i>	8764.617	8769.051	0.17
<i>i149</i>	8769.051	8770.989	7.47
<i>i150</i>	8770.989	8774.903	0.24
<i>i151</i>	8774.903	8777.156	1.30
<i>i152</i>	8777.156	8779.373	0.23
<i>i153</i>	8779.373	8782.086	0.35
<i>i154</i>	8782.086	8783.529	0.42
<i>i155</i>	8783.529	8785.283	0.47
<i>i156</i>	8785.283	8788.175	0.63
<i>i157</i>	8788.175	8791.172	0.42

TABELA B.1: Índices espectrais definidos no domínio de 8840-8834 Å.

ID	$\lambda_i$ (Å)	$\lambda_f$ (Å)	$\sigma_{final}^{rel}$
<i>i158</i>	8791.172	8795.837	0.32
<i>i159</i>	8795.837	8799.763	0.64
<i>i160</i>	8799.763	8802.237	0.15
<i>i161</i>	8802.237	8803.944	0.16
<i>i162</i>	8803.944	8805.366	0.15
<i>i163</i>	8805.366	8808.375	0.08
<i>i164</i>	8808.375	8812.309	0.28
<i>i165</i>	8812.309	8817.409	0.39
<i>i166</i>	8817.409	8820.584	0.34
<i>i167</i>	8820.584	8823.114	0.20
<i>i168</i>	8823.114	8826.059	0.13
<i>i169</i>	8826.059	8830.919	0.27
<i>i170</i>	8830.919	8834.47	0.40

## Apêndice C

# Resultados: Parâmetros Atmosféricos

Este apêndice contém os parâmetros atmosféricos e as velocidades radiais derivados para cada estrela. Por ordem, as colunas representam: identificação, identificação do espectro, S/R do espectro, tipo espectral contido no Simbad, velocidade radial, temperatura efetiva, metalicidade e se a estrela é da amostra calibradora (C) ou de estudo (E).

TABELA C.1: Parâmetros atmosféricos e velocidades radiais derivados para todas as estrelas observadas.

ID	Espectro	S/R	Tipo Espectral	$V_r \pm \sigma$ (km/s)	$T_{ef} \pm \sigma$ (K)	$[Fe/H] \pm \sigma$ (dex)	Amostra
GJ 1207	M114 n1	232	M3.5Ve	$-3.16 \pm 1.29$	$3314 \pm 150$	$-0.11 \pm 0.19$	C
GJ 1263	M115 n5	184	M4	$-23.36 \pm 1.6$	$3189 \pm 220$	$0.04 \pm 0.28$	E
GJ 3500	M114 n6	193	M3	$50.44 \pm 3.57$	$3277 \pm 165$	$0.16 \pm 0.17$	E
GJ 3707	M114 n6	218	M4	$78.64 \pm 0.77$	$3230 \pm 187$	$0.3 \pm 0.17$	C
GJ 3820	M114 n2	170	M4.5V	$-14.95 \pm 2.79$	$3161 \pm 199$	$0.06 \pm 0.21$	E
GJ 3900	M114 n6	151	M4	$-27.03 \pm 2.78$	$3248 \pm 273$	$0.55 \pm 0.44$	E
GJ 3999	M115 n5	302	M3	$22.07 \pm 1.46$	$2492 \pm 598$	$1.56 \pm 0.78$	E
GJ 4074	M115 n5	186	M4	$-25.65 \pm 2.31$	$3182 \pm 241$	$0.01 \pm 0.35$	E
GJ 4248	M107 n5	184	M3.0V	$-20.47 \pm 2.01$	$3382 \pm 150$	$-0.13 \pm 0.22$	E
GJ 512a	M115 n5	283	M3.5	$-38.74 \pm 1.92$	$3509 \pm 124$	$-0.03 \pm 0.19$	C
GJ 592	M114 n1	175	M4	$1.77 \pm 1.13$	$3179 \pm 193$	$-0.06 \pm 0.27$	E
GJ 618a	M107 n4	256	M3V	$28.75 \pm 0.78$	$3398 \pm 149$	$0.02 \pm 0.18$	E
GJ 618a	M110 n1	227	M3V	$26.22 \pm 1.0$	$3406 \pm 116$	$-0.04 \pm 0.12$	E
GJ 618a	M114 n1	266	M3V	$24.54 \pm 0.98$	$3363 \pm 149$	$-0.04 \pm 0.21$	E
GJ 618a	M48 n3	110	M3V	$34.25 \pm 0.4$	$3459 \pm 128$	$-0.16 \pm 0.2$	E
GJ 618b	M48 n3	21	M5:	$32.74 \pm 1.64$	$2944 \pm 302$	$-0.34 \pm 0.43$	E
GJ 654	M114 n3	300	M1.5V	$38.64 \pm 1.44$	$3637 \pm 85$	$-0.24 \pm 0.13$	E
GJ 714	M107 n5	191	M1V	$-7.16 \pm 1.15$	$3838 \pm 89$	$0.03 \pm 0.13$	E
GJ 754	M114 n6	196	M4.5	$3.18 \pm 2.42$	$3095 \pm 192$	$0.09 \pm 0.21$	E
GJ 810a	M115 n5	192	M4V	$-136.75 \pm 2.02$	$3075 \pm 265$	$0.03 \pm 0.37$	E

TABELA C.1: Continuação

ID	Espectro	S/R	Tipo Espectral	$V_r \pm \sigma$ (km/s)	$T_{ef} \pm \sigma$ (K)	$[Fe/H] \pm \sigma$ (dex)	Amostra
GJ 866	M114 n3	204	M5V	$6824.7 \pm 3.26$	$2917 \pm 265$	$0.11 \pm 0.29$	E
GJ 867a	M107 n5	246	M0Vep	$-17.51 \pm 1.75$	$3609 \pm 117$	$-0.02 \pm 0.17$	E
GJ 867a	M110 n2	350	M0Vep	$-8.37 \pm 2.5$	$3614 \pm 108$	$-0.09 \pm 0.15$	E
GJ 867a	M50 n2	130	M0Vep	$36.21 \pm 1.56$	$3554 \pm 125$	$-0.17 \pm 0.28$	E
GJ 867b	M110 n3	256	M3.5V	$14.38 \pm 1.72$	$3402 \pm 140$	$-0.19 \pm 0.21$	E
GJ 867b	M50 n2	110	M3.5V	$-5.98 \pm 1.15$	$3385 \pm 158$	$-0.25 \pm 0.28$	E
GJ 896a	M55 n2	102	M3.5Ve	$0.89 \pm 2.39$	$3337 \pm 209$	$-0.14 \pm 0.39$	C
GJ 896b	M55 n2	37	M4.0Ve	$-1.28 \pm 3.07$	$3146 \pm 288$	$-0.05 \pm 0.6$	E
GJ 9780	M115 n6	174	M3.5	$-9.89 \pm 2.2$	$3152 \pm 237$	$0.24 \pm 0.33$	E
GJ 388	M114 n4	284	M4Vae	$16.06 \pm 1.8$	$3485 \pm 141$	$0.14 \pm 0.19$	C
GJ 410	M114 n3	313	M1.0V	$-8.89 \pm 1.86$	$3800 \pm 87$	$-0.01 \pm 0.13$	E
HD 103932	M107 n4	218	K4+V	$49.0 \pm 1.74$	$3919 \pm 95$	$-0.01 \pm 0.13$	E
HD 103932	M110 n1	245	K4+V	$51.07 \pm 3.14$	$3906 \pm 99$	$0.07 \pm 0.14$	E
HD 103932	M114 n1	315	K4+V	$49.31 \pm 0.66$	$3898 \pm 93$	$-0.04 \pm 0.13$	E
HD 103932	M114 n2	304	K4+V	$50.83 \pm 2.74$	$3893 \pm 93$	$-0.04 \pm 0.14$	E
HD 103932	M115 n3	275	K4+V	$52.3 \pm 3.2$	$3929 \pm 93$	$0.02 \pm 0.13$	E
HD 103932	M115 n4	533	K4+V	$52.29 \pm 2.94$	$3943 \pm 94$	$0.06 \pm 0.13$	E
HD 103932	M48 n2	170	K4+V	$47.05 \pm 3.17$	$3905 \pm 100$	$-0.13 \pm 0.16$	E
HD 120476a	M110 n2	283	K4V	$-18.35 \pm 1.05$	$3960 \pm 92$	$0.18 \pm 0.13$	E
HD 120476a	M48 n3	150	K4V	$-18.30 \pm 2.96$	$3972 \pm 96$	$0.12 \pm 0.15$	E

TABELA C.1: Continuação

ID	Espectro	S/R	Tipo Espectral	$V_r \pm \sigma$ (km/s)	$T_{ef} \pm \sigma$ (K)	$[Fe/H] \pm \sigma$ (dex)	Amostra
HD 131977	M110 n1	446	K4V	$29.6 \pm 3.5$	$3991 \pm 94$	$0.31 \pm 0.13$	E
HD 131977	M115 n4	538	K4V	$28.72 \pm 3.19$	$4024 \pm 92$	$0.32 \pm 0.13$	E
HD 131977	M116 n1	186	K4V	$31.19 \pm 1.01$	$4011 \pm 98$	$0.3 \pm 0.15$	E
HD 131977	M48 n2	260	K4V	$26.72 \pm 3.59$	$4028 \pm 100$	$0.2 \pm 0.17$	E
HD 175224	M107 n5	198	K5Ve+K7Ve	$-24.56 \pm 0.95$	$3822 \pm 88$	$0.05 \pm 0.13$	E
HD 175224	M116 n1	156	K5Ve+K7Ve	$-15.87 \pm 0.92$	$3844 \pm 89$	$0.07 \pm 0.14$	E
HIP 100490	M110 n2	216	M1V	$1.81 \pm 1.86$	$3771 \pm 85$	$-0.03 \pm 0.12$	E
HIP 102235	M110 n2	217	M1.5	$1.69 \pm 1.81$	$3720 \pm 87$	$-0.04 \pm 0.12$	E
HIP 102409	M115 n2	336	M1VeBa1	$-4.86 \pm 2.95$	$3712 \pm 111$	$0.12 \pm 0.17$	E
HIP 102409	M115 n3	531	M1VeBa1	$-3.22 \pm 3.35$	$3696 \pm 127$	$0.17 \pm 0.2$	E
HIP 102409	M116 n1	267	M1VeBa1	$-3.95 \pm 1.77$	$3696 \pm 131$	$0.18 \pm 0.21$	E
HIP 102409	M48 n3	170	M1VeBa1	$3.55 \pm 2.16$	$3731 \pm 112$	$0.08 \pm 0.17$	E
HIP 103039	M50 n3	80	M4V	$16.96 \pm 1.68$	$3157 \pm 191$	$-0.2 \pm 0.35$	C
HIP 103039	M55 n2	130	M4V	$14.85 \pm 1.63$	$3195 \pm 229$	$-0.24 \pm 0.41$	C
HIP 104432	M110 n2	139	M1V	$-62.33 \pm 1.74$	$3575 \pm 97$	$-0.08 \pm 0.13$	C
HIP 104432	M110 n3	223	M1V	$-60.73 \pm 1.91$	$3593 \pm 84$	$-0.37 \pm 0.12$	C
HIP 105090	M107 n5	380	M1V	$15.41 \pm 0.99$	$3956 \pm 87$	$0.37 \pm 0.12$	E
HIP 105090	M110 n1	285	M1V	$21.84 \pm 0.55$	$3959 \pm 87$	$0.37 \pm 0.12$	E
HIP 105090	M114 n1	429	M1V	$19.27 \pm 2.47$	$3934 \pm 87$	$0.31 \pm 0.13$	E
HIP 105090	M115 n2	657	M1V	$22.11 \pm 0.59$	$3965 \pm 88$	$0.35 \pm 0.13$	E

TABELA C.1: Continuação

ID	Espectro	S/R	Tipo Espectral	$V_r \pm \sigma$ (km/s)	$T_{ef} \pm \sigma$ (K)	$[Fe/H] \pm \sigma$ (dex)	Amostra
HIP 105090	M48 n1	220	M1V	$19.06 \pm 0.61$	$3913 \pm 91$	$0.32 \pm 0.14$	E
HIP 106106	M50 n1	150	M3.0Ve	$-20.02 \pm 0.74$	$3306 \pm 162$	$-0.18 \pm 0.23$	E
HIP 106255	M50 n3	130	M4.5V	$-51.21 \pm 2.15$	$3103 \pm 230$	$0.02 \pm 0.32$	E
HIP 106440	M48 n1	140	M2/3V	$13.76 \pm 1.57$	$3495 \pm 163$	$-0.01 \pm 0.29$	E
HIP 106440	M48 n2	200	M2/3V	$5.64 \pm 1.4$	$3497 \pm 159$	$-0.04 \pm 0.29$	E
HIP 106440	M70 n1	190	M2/3V	$13.73 \pm 2.09$	$3534 \pm 101$	$-0.14 \pm 0.16$	E
HIP 106440	M70 n2	190	M2/3V	$16.38 \pm 2.34$	$3579 \pm 93$	$-0.09 \pm 0.15$	E
HIP 107705	M110 n1	255	M1Ve	$-15.44 \pm 2.59$	$3885 \pm 88$	$0.2 \pm 0.13$	E
HIP 108569	M110 n1	190	M2V	$11.26 \pm 1.76$	$3709 \pm 100$	$0.01 \pm 0.16$	E
HIP 108706	M50 n3	110	M3.5Ve	$-3.54 \pm 3.29$	$3293 \pm 177$	$-0.12 \pm 0.3$	E
HIP 109388	M50 n1	170	M3.5V	$-16.61 \pm 0.77$	$3391 \pm 160$	$0.12 \pm 0.22$	C
HIP 110534	M110 n4	95	M1Vk:	$-6.38 \pm 1.75$	$3831 \pm 88$	$0.08 \pm 0.13$	E
HIP 111571	M110 n1	250	M1V	$8.07 \pm 1.89$	$3840 \pm 88$	$0.03 \pm 0.12$	C
HIP 111766	M115 n2	161	M3Ve	$-8.25 \pm 1.86$	$3349 \pm 184$	$-0.01 \pm 0.3$	E
HIP 111766	M115 n3	178	M3Ve	$-5.31 \pm 2.09$	$3320 \pm 222$	$0.02 \pm 0.34$	E
HIP 113020	M48 n2	150	M3.5V	$-6.13 \pm 1.05$	$3273 \pm 222$	$0.1 \pm 0.37$	C
HIP 113020	M50 n1	170	M3.5V	$3.16 \pm 0.75$	$3251 \pm 217$	$0.16 \pm 0.33$	C
HIP 113229	M50 n1	170	M3V	$65.12 \pm 0.9$	$3367 \pm 169$	$-0.04 \pm 0.26$	E
HIP 113296	M50 n1	110	M1.5Ve	$-28.81 \pm 1.17$	$3804 \pm 88$	$-0.01 \pm 0.13$	C
HIP 113576	M50 n1	120	K7+Vk	$15.68 \pm 1.33$	$3928 \pm 89$	$0.19 \pm 0.13$	E

TABELA C.1: Continuação

ID	Espectro	S/R	Tipo Espectral	$V_r \pm \sigma$ (km/s)	$T_{ef} \pm \sigma$ (K)	$[Fe/H] \pm \sigma$ (dex)	Amostra
HIP 114046	M48 n3	200	M2V	$24.04 \pm 1.48$	$3634 \pm 115$	$-0.01 \pm 0.18$	C
HIP 117473	M50 n1	150	M1VFe-1	$-71.04 \pm 1.21$	$3574 \pm 86$	$-0.39 \pm 0.12$	C
HIP 117828	M110 n3	229	M3	$-13.28 \pm 1.85$	$3572 \pm 121$	$0.12 \pm 0.19$	E
HIP 117966	M115 n3	215	M2.5Vk	$19.47 \pm 2.15$	$3591 \pm 135$	$0.14 \pm 0.19$	E
HIP 11964	M110 n3	383	K7V	$69.27 \pm 1.91$	$3748 \pm 136$	$0.4 \pm 0.22$	E
HIP 1242	M110 n4	206	M4V	$-24.67 \pm 1.66$	$3233 \pm 230$	$0.07 \pm 0.33$	E
HIP 12781	M50 n1	80	M3V	$39.22 \pm 1.18$	$3463 \pm 165$	$0.13 \pm 0.26$	C
HIP 1696	M116 n1	127	M1V	$2.06 \pm 0.83$	$3780 \pm 92$	$-0.02 \pm 0.15$	E
HIP 1842	M116 n3	153	M4V	$-17.7 \pm 1.46$	$3391 \pm 181$	$0.33 \pm 0.21$	E
HIP 21932	M50 n2	130	M2.5V	$17.83 \pm 0.64$	$3594 \pm 105$	$-0.14 \pm 0.18$	C
HIP 23512	M70 n2	100	M3V	$16.86 \pm 2.15$	$3294 \pm 155$	$-0.24 \pm 0.22$	C
HIP 24186	M48 n2	150	M1VIp	$246.08 \pm 2.0$	$3553 \pm 86$	$-0.46 \pm 0.13$	E
HIP 25878	M70 n1	220	M1.5Ve	$5.07 \pm 1.39$	$3755 \pm 109$	$0.23 \pm 0.17$	C
HIP 29295	M48 n3	170	M1V	$22.54 \pm 1.52$	$3841 \pm 90$	$0.13 \pm 0.14$	E
HIP 30920	M48 n3	160	M4.5V	$31.63 \pm 1.86$	$3258 \pm 210$	$-0.01 \pm 0.32$	E
HIP 31292	M48 n4	70	M3V	$10.08 \pm 0.73$	$3384 \pm 193$	$-0.01 \pm 0.33$	E
HIP 31293	M48 n4	66	M2V	$9.17 \pm 0.81$	$3475 \pm 160$	$-0.01 \pm 0.27$	E
HIP 31635	M48 n5	120	M0.0Ve	$-52.93 \pm 1.46$	$3737 \pm 88$	$-0.06 \pm 0.13$	E
HIP 36208	M48 n2	210	M3.5V	$14.08 \pm 0.73$	$3254 \pm 204$	$-0.04 \pm 0.31$	C
HIP 37766	M114 n3	298	M4.0Ve	$30.21 \pm 2.31$	$3244 \pm 172$	$0.01 \pm 0.21$	E



TABELA C.1: Continuação

ID	Espectro	S/R	Tipo Espectral	$V_r \pm \sigma$ (km/s)	$T_{ef} \pm \sigma$ (K)	$[Fe/H] \pm \sigma$ (dex)	Amostra
HIP 40501	M48 n3	190	M2.0V	$75.43 \pm 0.93$	$3569 \pm 117$	$-0.01 \pm 0.17$	C
HIP 439	M48 n3	170	M2V	$41.4 \pm 1.4$	$3470 \pm 118$	$-0.25 \pm 0.18$	E
HIP 44722	M107 n5	249	K7V	$40.39 \pm 1.82$	$3924 \pm 90$	$0.21 \pm 0.13$	E
HIP 45908	M107 n5	229	M0.0	$38.25 \pm 0.94$	$3776 \pm 87$	$0.01 \pm 0.13$	E
HIP 46706	M114 n6	327	M3V	$13.81 \pm 1.24$	$3463 \pm 107$	$-0.0 \pm 0.13$	E
HIP 47425	M48 n5	130	M3V	$17.3 \pm 0.65$	$3480 \pm 132$	$-0.02 \pm 0.2$	E
HIP 47780	M48 n4	170	M1.0	$47.53 \pm 0.86$	$3530 \pm 115$	$-0.09 \pm 0.18$	E
HIP 48336	M114 n6	208	M1	$62.97 \pm 2.18$	$3717 \pm 85$	$-0.09 \pm 0.12$	E
HIP 49986	M48 n3	180	M2V	$20.61 \pm 0.95$	$3641 \pm 109$	$0.05 \pm 0.17$	C
HIP 51007	M114 n1	233	M1V	$19.67 \pm 1.55$	$3763 \pm 86$	$-0.04 \pm 0.13$	C
HIP 51007	M115 n4	199	M1V	$23.15 \pm 1.9$	$3790 \pm 86$	$0.07 \pm 0.12$	C
HIP 51317	M48 n3	170	M2.0Ve	$20.65 \pm 0.8$	$3543 \pm 114$	$-0.12 \pm 0.16$	C
HIP 52296	M107 n5	202	M0.5	$62.17 \pm 0.95$	$3814 \pm 87$	$0.04 \pm 0.13$	E
HIP 52596	M114 n3	180	M1.5V	$29.88 \pm 1.34$	$3643 \pm 86$	$-0.24 \pm 0.14$	E
HIP 53020	M73 n2	150	M4V	$1.41 \pm 2.75$	$3216 \pm 212$	$0.09 \pm 0.32$	C
HIP 53767	M48 n3	180	M4V	$16.09 \pm 0.54$	$3473 \pm 119$	$-0.19 \pm 0.18$	E
HIP 54373	M114 n4	196	K5V	$3.08 \pm 1.99$	$3813 \pm 87$	$0.02 \pm 0.13$	E
HIP 5496	M50 n1	130	M2.5V	$39.03 \pm 0.71$	$3382 \pm 163$	$-0.02 \pm 0.24$	E
HIP 55066	M107 n5	139	K7V	$17.79 \pm 1.58$	$3831 \pm 88$	$0.07 \pm 0.13$	E
HIP 55119	M107 n5	208	K7	$-21.96 \pm 1.47$	$3890 \pm 89$	$0.14 \pm 0.12$	E

TABELA C.1: Continuação

ID	Espectro	S/R	Tipo Espectral	$V_r \pm \sigma$ (km/s)	$T_{ef} \pm \sigma$ (K)	$[Fe/H] \pm \sigma$ (dex)	Amostra
HIP 56244	M114 n1	249	M3.5	$0.85 \pm 1.28$	$3391 \pm 161$	$0.02 \pm 0.24$	E
HIP 5643	M50 n2	70	M4.0Ve	$29.6 \pm 2.14$	$3201 \pm 217$	$-0.18 \pm 0.36$	C
HIP 5643	M55 n2	80	M4.0Ve	$27.3 \pm 1.69$	$3115 \pm 269$	$-0.27 \pm 0.52$	C
HIP 5643	M70 n3	134	M4.0Ve	$36.0 \pm 1.68$	$3183 \pm 177$	$-0.19 \pm 0.27$	C
HIP 56528	M48 n4	170	M2V	$18.24 \pm 0.92$	$3605 \pm 117$	$-0.02 \pm 0.19$	E
HIP 57548	M48 n1	190	M4V	$-33.02 \pm 1.12$	$3176 \pm 229$	$-0.06 \pm 0.33$	C
HIP 60559	M48 n4	70	M2	$50.95 \pm 0.9$	$3431 \pm 118$	$-0.32 \pm 0.21$	E
HIP 61629	M48 n4	90	M3V(e)	$-8.51 \pm 0.62$	$3477 \pm 158$	$0.0 \pm 0.26$	E
HIP 61629	M48 n5	170	M3V(e)	$-6.63 \pm 0.69$	$3476 \pm 130$	$-0.1 \pm 0.18$	E
HIP 61874	M55 n2	80	M3V	$-35.22 \pm 0.76$	$3379 \pm 171$	$-0.31 \pm 0.3$	E
HIP 61874	M70 n3	90	M3V	$-32.32 \pm 1.51$	$3497 \pm 154$	$-0.23 \pm 0.39$	E
HIP 62452	M55 n2	110	M3.5Ve	$22.23 \pm 0.98$	$3279 \pm 200$	$-0.17 \pm 0.33$	E
HIP 62687	M107 n5	305	M0V	$0.08 \pm 1.53$	$4016 \pm 91$	$0.36 \pm 0.12$	C
HIP 6351	M110 n3	252	M0Vk:	$22.94 \pm 2.0$	$3728 \pm 85$	$-0.13 \pm 0.12$	E
HIP 65859	M48 n3	160	M1.0Ve	$30.45 \pm 1.24$	$3723 \pm 89$	$-0.1 \pm 0.14$	C
HIP 66675	M107 n5	205	K5V	$23.38 \pm 1.56$	$3840 \pm 86$	$0.11 \pm 0.12$	E
HIP 66906	M73 n1	180	M4V	$8.42 \pm 2.75$	$3285 \pm 135$	$-0.12 \pm 0.19$	E
HIP 67155	M48 n3	190	M2V	$39.34 \pm 1.29$	$3574 \pm 101$	$-0.2 \pm 0.14$	C
HIP 67164	M115 n4	185	M3.5	$5.02 \pm 0.88$	$3363 \pm 127$	$-0.01 \pm 0.15$	E
HIP 67960	M107 n5	229	M0Vk	$9.56 \pm 1.25$	$3964 \pm 91$	$0.27 \pm 0.13$	E

TABELA C.1: Continuação

ID	Espectro	S/R	Tipo Espectral	$V_r \pm \sigma$ (km/s)	$T_{ef} \pm \sigma$ (K)	$[Fe/H] \pm \sigma$ (dex)	Amostra
HIP 68469	M107 n5	210	M0V	$-32.01 \pm 1.06$	$3718 \pm 86$	$-0.09 \pm 0.12$	E
HIP 69454	M114 n4	228	M2V:	$57.74 \pm 1.26$	$3566 \pm 103$	$-0.11 \pm 0.16$	E
HIP 69454	M115 n4	229	M2V:	$53.73 \pm 1.68$	$3614 \pm 108$	$-0.06 \pm 0.17$	E
HIP 70890	M48 n2	180	M5.5Ve	$-28.76 \pm 2.26$	$2850 \pm 384$	$0.11 \pm 0.59$	E
HIP 70890	M48 n5	190	M5.5Ve	$-21.9 \pm 1.6$	$2887 \pm 330$	$0.04 \pm 0.5$	E
HIP 70956	M107 n4	289	K7V	$-22.11 \pm 1.49$	$3946 \pm 89$	$0.2 \pm 0.13$	E
HIP 70975	M114 n2	206	M4	$0.64 \pm 1.2$	$3209 \pm 169$	$-0.11 \pm 0.23$	E
HIP 71253	M114 n3	233	M3.5V	$1.69 \pm 2.45$	$3184 \pm 177$	$0.15 \pm 0.18$	C
HIP 71253	M48 n5	70	M3.5V	$-3.0 \pm 1.2$	$3217 \pm 205$	$0.03 \pm 0.28$	C
HIP 71253	M55 n2	130	M3.5V	$-0.79 \pm 1.65$	$3201 \pm 220$	$-0.0 \pm 0.31$	C
HIP 71253	M70 n1	180	M3.5V	$6.93 \pm 1.16$	$3181 \pm 178$	$-0.01 \pm 0.29$	C
HIP 72509	M73 n1	150	M1.5V	$-35.52 \pm 2.75$	$3556 \pm 88$	$-0.26 \pm 0.12$	E
HIP 72511	M110 n3	157	M1.5V	$-31.89 \pm 1.83$	$3689 \pm 89$	$-0.19 \pm 0.13$	E
HIP 72511	M73 n2	130	M1.5V	$-31.68 \pm 2.75$	$3587 \pm 86$	$-0.27 \pm 0.12$	E
HIP 72944	M48 n3	160	M3V	$5.09 \pm 0.85$	$3660 \pm 116$	$0.04 \pm 0.17$	E
HIP 73182	M110 n1	474	M1.5V	$35.66 \pm 2.24$	$3726 \pm 87$	$-0.07 \pm 0.13$	E
HIP 73182	M48 n2	160	M1.5V	$27.12 \pm 1.44$	$3795 \pm 94$	$-0.23 \pm 0.18$	E
HIP 74995	M48 n3	180	M3V	$5.06 \pm 1.05$	$3441 \pm 127$	$-0.2 \pm 0.19$	C
HIP 76074	M48 n3	200	M2.5V	$33.86 \pm 0.62$	$3545 \pm 120$	$-0.04 \pm 0.18$	E
HIP 76901	M107 n5	153	M3	$81.4 \pm 1.38$	$3235 \pm 184$	$-0.08 \pm 0.23$	E

TABELA C.1: Continuação

ID	Espectro	S/R	Tipo Espectral	$V_r \pm \sigma$ (km/s)	$T_{ef} \pm \sigma$ (K)	$[Fe/H] \pm \sigma$ (dex)	Amostra
HIP 76901	M70 n1	135	M3	$88.43 \pm 1.47$	$3266 \pm 137$	$-0.33 \pm 0.23$	E
HIP 78353	M114 n2	191	M1V	$-12.09 \pm 1.31$	$3695 \pm 86$	$-0.2 \pm 0.13$	E
HIP 79431	M115 n6	249	M3V	$0.94 \pm 1.21$	$3396 \pm 161$	$0.28 \pm 0.22$	E
HIP 80268	M115 n4	163	M2V	$-31.39 \pm 2.0$	$3724 \pm 126$	$0.35 \pm 0.18$	E
HIP 80440	M116 n1	102	M0V	$-57.81 \pm 0.92$	$3776 \pm 90$	$0.03 \pm 0.13$	E
HIP 80824	M110 n1	437	M3V	$-21.91 \pm 0.87$	$3355 \pm 118$	$-0.18 \pm 0.14$	C
HIP 82283	M114 n3	163	M1.5Vk:	$-73.5 \pm 1.56$	$3761 \pm 86$	$0.01 \pm 0.13$	E
HIP 82809	M107 n5	232	M3.5V	$11.11 \pm 1.56$	$3318 \pm 141$	$-0.11 \pm 0.17$	C
HIP 82817	M107 n5	311	M3.5Ve	$10.02 \pm 1.79$	$3378 \pm 118$	$-0.23 \pm 0.14$	E
HIP 82817	M48 n2	190	M3.5Ve	$8.07 \pm 0.85$	$3382 \pm 156$	$-0.23 \pm 0.23$	E
HIP 82834	M107 n5	203	K8Vk	$-21.97 \pm 1.56$	$3978 \pm 90$	$0.28 \pm 0.12$	E
HIP 83599	M115 n2	281	M1.5V	$37.54 \pm 1.86$	$3566 \pm 99$	$-0.1 \pm 0.16$	E
HIP 84051	M116 n2	140	M1V	$10.74 \pm 1.21$	$3764 \pm 87$	$0.05 \pm 0.12$	E
HIP 84123	M115 n6	113	M3V	$-107.71 \pm 2.59$	$3627 \pm 107$	$0.13 \pm 0.13$	E
HIP 85295	M48 n2	180	K7V	$-26.64 \pm 2.77$	$4032 \pm 93$	$0.23 \pm 0.14$	C
HIP 85523	M48 n1	210	M3V	$-3.72 \pm 0.97$	$3414 \pm 188$	$-0.06 \pm 0.32$	E
HIP 85523	M50 n1	150	M3V	$1.78 \pm 0.71$	$3450 \pm 145$	$-0.08 \pm 0.22$	E
HIP 85605	M110 n2	170	-	$-18.9 \pm 3.44$	$3844 \pm 110$	$0.3 \pm 0.18$	E
HIP 85647	M107 n5	196	M0V	$-43.85 \pm 1.5$	$3986 \pm 92$	$0.25 \pm 0.13$	E
HIP 85665	M48 n2	150	M1.0Ve	$-15.87 \pm 1.88$	$3762 \pm 87$	$-0.14 \pm 0.13$	C

TABELA C.1: Continuação

ID	Espectro	S/R	Tipo Espectral	$V_r \pm \sigma$ (km/s)	$T_{ef} \pm \sigma$ (K)	$[Fe/H] \pm \sigma$ (dex)	Amostra
HIP 86057	M48 n3	120	M3V	$-17.09 \pm 0.66$	$3585 \pm 101$	$-0.19 \pm 0.15$	E
HIP 86214	M48 n2	120	M3.5	$-43.32 \pm 1.35$	$3217 \pm 230$	$0.03 \pm 0.37$	E
HIP 86287	M48 n2	140	M1.5Ve	$-12.53 \pm 1.62$	$3671 \pm 90$	$-0.3 \pm 0.14$	C
HIP 86961	M107 n4	226	M1.5	$54.8 \pm 1.38$	$3695 \pm 88$	$-0.08 \pm 0.12$	E
HIP 86961	M55 n2	130	M1.5	$-28.48 \pm 2.22$	$3591 \pm 150$	$-0.09 \pm 0.28$	E
HIP 86963	M107 n4	178	M2.5	$-29.17 \pm 1.24$	$3304 \pm 193$	$0.19 \pm 0.21$	E
HIP 86963	M48 n3	130	M2.5	$-17.7 \pm 1.01$	$3381 \pm 142$	$-0.06 \pm 0.19$	E
HIP 86990	M107 n4	133	M3.5V	$-46.07 \pm 1.52$	$3349 \pm 156$	$0.03 \pm 0.17$	E
HIP 86990	M48 n4	170	M3.5V	$-45.03 \pm 0.44$	$3407 \pm 139$	$-0.19 \pm 0.21$	E
HIP 8768	M112 n1	333	M0V	$20.91 \pm 1.41$	$3936 \pm 89$	$0.21 \pm 0.13$	C
HIP 8768	M112 n2	251	M0V	$6.48 \pm 1.32$	$3907 \pm 88$	$0.21 \pm 0.13$	C
HIP 87937	M110 n3	520	M4V	$-110.32 \pm 0.51$	$3283 \pm 142$	$-0.23 \pm 0.17$	C
HIP 87937	M48 n2	180	M4V	$-115.97 \pm 1.18$	$3273 \pm 170$	$-0.29 \pm 0.24$	C
HIP 88574	M48 n4	160	M0V	$32.08 \pm 1.1$	$3672 \pm 88$	$-0.19 \pm 0.14$	C
HIP 91608	M114 n1	228	M1	$-33.76 \pm 1.54$	$3800 \pm 87$	$0.01 \pm 0.13$	E
HIP 92403	M48 n1	180	M3.5Ve	$-11.94 \pm 1.07$	$3310 \pm 220$	$-0.12 \pm 0.4$	C
HIP 93206	M115 n6	257	M4V	$-4.95 \pm 1.47$	$3361 \pm 180$	$0.17 \pm 0.24$	E
HIP 93873	M110 n4	218	M2.0V	$32.55 \pm 1.42$	$3449 \pm 130$	$-0.16 \pm 0.2$	C
HIP 93899	M55 n2	90	M2V	$34.44 \pm 2.42$	$3409 \pm 165$	$-0.34 \pm 0.36$	C
HIP 94739	M107 n5	242	M0Vk:	$-37.79 \pm 1.65$	$3871 \pm 87$	$0.16 \pm 0.12$	E

TABELA C.1: Continuação

ID	Espectro	S/R	Tipo Espectral	$V_r \pm \sigma$ (km/s)	$T_{ef} \pm \sigma$ (K)	$[Fe/H] \pm \sigma$ (dex)	Amostra
HIP 94761	M48 n4	200	M3-V	$34.67 \pm 0.73$	$3528 \pm 129$	$0.0 \pm 0.19$	C
HIP 9724	M50 n1	130	M2.5	$30.59 \pm 0.56$	$3481 \pm 144$	$0.11 \pm 0.21$	E
HIP 9786	M50 n2	70	M2.5+V	$33.85 \pm 1.38$	$3415 \pm 134$	$-0.4 \pm 0.24$	E
HIP 9786	M70 n3	80	M2.5+V	$42.33 \pm 1.99$	$3379 \pm 149$	$-0.24 \pm 0.29$	E
HIP 99701	M48 n3	150	M0V	$-16.46 \pm 1.8$	$3784 \pm 89$	$-0.1 \pm 0.14$	E
L 210-70	M115 n6	183	M2.5	$-22.7 \pm 2.4$	$3271 \pm 218$	$0.17 \pm 0.28$	E
HIP 114719	M116 n1	136	M0.5Vk	$4.94 \pm 0.72$	$3920 \pm 90$	$0.26 \pm 0.13$	E
LHS 5341	M114 n1	171	M5	$16.62 \pm 0.98$	$3210 \pm 174$	$-0.08 \pm 0.26$	E
LP 682-018	M114 n6	164	M4.0V	$-15.35 \pm 1.8$	$3289 \pm 175$	$0.15 \pm 0.22$	E
GJ 3193	M110 n1	228	M3.0	$-6.06 \pm 0.96$	$3319 \pm 162$	$-0.24 \pm 0.26$	E
LTT 5381	M114 n4	134	M3V:	$32.98 \pm 2.01$	$3618 \pm 94$	$0.09 \pm 0.14$	E
LTT 5381	M115 n4	149	M3V:	$27.12 \pm 3.5$	$3619 \pm 138$	$0.45 \pm 0.18$	E
HIP 86963	M70 n1	233	M2.5	$-25.56 \pm 1.99$	$3501 \pm 110$	$-0.04 \pm 0.18$	E
LTT 7077	M115 n4	186	M3.5	$-16.58 \pm 1.99$	$3276 \pm 193$	$-0.01 \pm 0.26$	E
LTT 7246	M110 n2	276	M2	$34.04 \pm 1.29$	$3544 \pm 108$	$0.03 \pm 0.15$	E
LTT 7419	M114 n2	221	M2	$-10.82 \pm 1.69$	$3826 \pm 87$	$0.09 \pm 0.12$	E
NLTT 26385	M114 n6	174	M3V	$25.94 \pm 1.88$	$3476 \pm 133$	$0.26 \pm 0.16$	E
NLTT 26385	M115 n5	182	M3V	$25.58 \pm 1.55$	$3473 \pm 161$	$0.3 \pm 0.25$	E
NLTT 31084	M115 n5	221	M3.5	$6.14 \pm 2.05$	$3316 \pm 220$	$0.28 \pm 0.32$	E
NLTT 44470	M115 n2	187	M4.0V	$-36.49 \pm 1.1$	$3491 \pm 120$	$0.06 \pm 0.16$	E

TABELA C.1: Continuação

ID	Espectro	S/R	Tipo Espectral	$V_r \pm \sigma$ (km/s)	$T_{ef} \pm \sigma$ (K)	$[Fe/H] \pm \sigma$ (dex)	Amostra
GJ 4248	M110 n2	188	M3.0V	$-17.03 \pm 0.9$	$3348 \pm 156$	$-0.1 \pm 0.23$	E
WT 392	M114 n3	177	M5	$-35.49 \pm 2.1$	$3134 \pm 215$	$0.16 \pm 0.25$	E
GJ 300	M112 n2	170	M3.5V	$2.57 \pm 1.3$	$3190 \pm 186$	$0.16 \pm 0.22$	E
GJ 3357	M112 n2	163	M4	$27.8 \pm 1.08$	$3182 \pm 203$	$0.24 \pm 0.28$	E
HIP 102409	M112 n3	309	M1VeBa1	$-2.7 \pm 2.19$	$3713 \pm 106$	$0.23 \pm 0.13$	E
HIP 106440	M112 n3	341	M2/3V	$16.7 \pm 0.86$	$3572 \pm 95$	$-0.01 \pm 0.13$	E
HIP 109388	M112 n3	294	M3.5V	$-10.69 \pm 0.94$	$3466 \pm 117$	$0.15 \pm 0.15$	C
HIP 110534	M112 n2	225	M1Vk:	$-1.31 \pm 1.07$	$3794 \pm 86$	$0.02 \pm 0.13$	E
HIP 11964	M112 n1	327	K7V	$87.5 \pm 3.45$	$3669 \pm 141$	$0.5 \pm 0.17$	E
HIP 14555	M112 n3	252	M1Ve	$10.2 \pm 3.04$	$3771 \pm 93$	$0.25 \pm 0.12$	E
HIP 21556	M112 n3	260	M1V	$-4.84 \pm 0.87$	$3592 \pm 98$	$0.05 \pm 0.13$	C
HIP 22762	M112 n3	274	M3V	$-13.28 \pm 1.02$	$3543 \pm 102$	$0.03 \pm 0.13$	C
HIP 23452	M112 n1	472	K7V	$-9.75 \pm 1.28$	$3771 \pm 86$	$-0.04 \pm 0.12$	E
HIP 25878	M112 n1	595	M1.5Ve	$12.08 \pm 0.59$	$3751 \pm 120$	$0.46 \pm 0.16$	C
HIP 29295	M112 n1	573	M1V	$9.88 \pm 1.0$	$3851 \pm 86$	$0.2 \pm 0.12$	E
HIP 31293	M112 n3	312	M2V	$14.15 \pm 0.78$	$3474 \pm 111$	$-0.04 \pm 0.15$	E
HIP 31862	M112 n1	208	M0Vk:	$9.76 \pm 1.26$	$3761 \pm 86$	$-0.03 \pm 0.12$	E
HIP 3261	M112 n3	236	K9V	$41.33 \pm 1.18$	$3781 \pm 86$	$0.0 \pm 0.12$	E
HIP 33499	M112 n3	339	M3.5V	$-21.54 \pm 0.65$	$3372 \pm 122$	$-0.15 \pm 0.15$	E
HIP 36349	M112 n1	236	M1Ve	$31.1 \pm 2.41$	$3679 \pm 127$	$0.33 \pm 0.18$	E

TABELA C.1: Continuação

ID	Espectro	S/R	Tipo Espectral	$V_r \pm \sigma$ (km/s)	$T_{ef} \pm \sigma$ (K)	$[Fe/H] \pm \sigma$ (dex)	Amostra
HIP 40239	M112 n2	188	M0V	$8.28 \pm 1.65$	$3800 \pm 87$	$0.0 \pm 0.13$	E
HIP 5496	M112 n2	229	M2.5V	$28.34 \pm 1.25$	$3455 \pm 108$	$-0.11 \pm 0.15$	E
HIP 8768	M112 n1	333	M0V	$20.91 \pm 1.41$	$3936 \pm 89$	$0.21 \pm 0.12$	C
HIP 8768	M112 n2	251	M0V	$6.48 \pm 1.32$	$3907 \pm 88$	$0.21 \pm 0.13$	C
HIP 9724	M112 n3	310	M2.5	$31.13 \pm 0.51$	$3509 \pm 111$	$0.13 \pm 0.13$	E
HIP 9786	M112 n3	256	M2.5+V	$45.59 \pm 1.02$	$3396 \pm 123$	$-0.22 \pm 0.18$	E
HIP 99701	M112 n3	689	M0V	$-29.77 \pm 1.13$	$3792 \pm 86$	$-0.02 \pm 0.12$	E
L 225-057	M112 n2	187	M4	$41.18 \pm 0.91$	$3222 \pm 213$	$0.18 \pm 0.3$	E
CD-57 6997	M107 n5	168	-	$57.71 \pm 2.32$	$3759 \pm 94$	$0.06 \pm 0.15$	E



# Referências Bibliográficas

- Astronomy 105 Lecture 33 (acessado em 15 de novembro, 2019). *Astronomy 105 Lecture 33 2013, U. of Illinois Lecture Archive*.
- Azizi, F. and Mirtorabi, M. T. (2015). An updated wing TiO sensitive index for classification of M-type stars. *Ap&SS*, 357(2):.96.
- Bochanski, J. J., Hawley, S. L., Covey, K. R., West, A. A., Reid, I. N., Golimowski, D. A., and Ivezić, Ž. (2010). The Luminosity and Mass Functions of Low-mass Stars in the Galactic Disk. II. The Field. *AJ*, 139(6):2679–2699.
- Bonfils, X., Delfosse, X., Udry, S., Santos, N. C., Forveille, T., and Ségransan, D. (2005). Metallicity of M dwarfs. I. A photometric calibration and the impact on the mass-luminosity relation at the bottom of the main sequence. *A&A*, 442(2):635–642.
- Boyajian, T. S., von Braun, K., van Belle, G., McAlister, H. A., ten Brummelaar, T. A., Kane, S. R., Muirhead, P. S., Jones, J., White, R., Schaefer, G., Ciardi, D., Henry, T., López-Morales, M., Ridgway, S., Gies, D., Jao, W.-C., Rojas-Ayala, B., Parks, J. R., Sturmann, L., Sturmann, J., Turner, N. H., Farrington, C., Goldfinger, P. J., and Berger, D. H. (2012). Stellar Diameters and Temperatures. II. Main-sequence K- and M-stars. *ApJ*, 757(2):112.
- Brewer, J. M., Wang, S., Fischer, D. A., and Foreman-Mackey, D. (2018). Compact Multi-planet Systems are more Common around Metal-poor Hosts. *ApJ*, 867(1):L3.
- Casagrande, L., Flynn, C., and Bessell, M. (2008). M dwarfs: effective temperatures, radii and metallicities. *MNRAS*, 389(2):585–607.
- Cenarro, A. J., Cardiel, N., Vazdekis, A., and Gorgas, J. (2009). Mg and TiO spectral features at the near-IR: spectrophotometric index definitions and empirical calibrations. *MNRAS*, 396(4):1895–1914.
- Chabrier, G. (2003). Galactic Stellar and Substellar Initial Mass Function. *PASP*, 115(809):763–795.

- Cutri, R. M., Skrutskie, M. F., van Dyk, S., Beichman, C. A., Carpenter, J. M., Chester, T., Cambresy, L., Evans, T., Fowler, J., Gizis, J., Howard, E., Huchra, J., Jarrett, T., Kopan, E. L., Kirkpatrick, J. D., Light, R. M., Marsh, K. A., McCallon, H., Schneider, S., Stiening, R., Sykes, M., Weinberg, M., Wheaton, W. A., Wheelock, S., and Zacarias, N. (2003). VizieR Online Data Catalog: 2MASS All-Sky Catalog of Point Sources (Cutri+ 2003). *VizieR Online Data Catalog*, page II/246.
- Feltzing, S. and Gustafsson, B. (1998). Abundances in metal-rich stars. Detailed abundance analysis of 47 G and K dwarf stars with  $[Me/H] > 0.10$  dex. *A&AS*, 129:237–266.
- 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 Hernández, J. I., Stassun, K. G., Fleming, S. W., Schneider, D. P., Mahadevan, S., Cargile, P., Ge, J., Pepper, J., Wang, J., and Paegert, M. (2014). Accurate Atmospheric Parameters at Moderate Resolution Using Spectral Indices: Preliminary Application to the MARVELS Survey. *AJ*, 148(6):105.
- Giribaldi, R. E., Porto de Mello, G. F., Lorenzo-Oliveira, D., Amôres, E. B., and Ubaldomelo, M. L. (2019). Faint solar analogues at the limit of no reddening. Precise atmospheric parameters from moderate low-resolution spectra. *A&A*, 629:A33.
- Hinkel, N. R., Mamajek, E. E., Turnbull, M. C., Osby, E., Shkolnik, E. L., Smith, G. H., Klimasewski, A., Somers, G., and Desch, S. J. (2017). A Catalog of Stellar Unified Properties (CATSUP) for 951 FGK-Stars within 30 pc. *ApJ*, 848(1):34.
- López-Valdivia, R., Mace, G. N., Sokal, K. R., Hussaini, M., Kidder, B. T., Mann, A. W., Gosnell, N. M., Oh, H., Kesseli, A. Y., Muirhead, P. S., Johns-Krull, C. M., and Jaffe, D. T. (2019). Effective Temperatures of Low-mass Stars from High-resolution H-band Spectroscopy. *ApJ*, 879(2):105.
- Lorenzo-Oliveira, D. (2016). *Cronômetros Estelares: Calibrando a Atividade Cromosférica em Estrelas de Baixa Massa*. PhD thesis, Observatório do Valongo.
- Mann, A. W., Brewer, J. M., Gaidos, E., Lépine, S., and Hilton, E. J. (2013). Prospecting in Late-type Dwarfs: A Calibration of Infrared and Visible Spectroscopic Metallicities of Late K and M Dwarfs Spanning 1.5 dex. *AJ*, 145(2):52.
- Mann, A. W., Deacon, N. R., Gaidos, E., Ansdell, M., Brewer, J. M., Liu, M. C., Magnier, E. A., and Aller, K. M. (2014). Prospecting in Ultracool Dwarfs: Measuring the Metallicities of Mid- and Late-M Dwarfs. *AJ*, 147(6):160.

- Mann, A. W., Feiden, G. A., Gaidos, E., Boyajian, T., and von Braun, K. (2015). How to Constrain Your M Dwarf: Measuring Effective Temperature, Bolometric Luminosity, Mass, and Radius. *ApJ*, 804:64.
- Neves, V., Bonfils, X., Santos, N. C., Delfosse, X., Demory, B. O., Torres, G., Forveille, T., Allard, F., and Udry, S. (2013). A new high-precision [Fe/H] calibration for M dwarfs in the visible: a tool to explore the star-planet connection. In *European Planetary Science Congress*, pages EPSC2013–746.
- Neves, V., Bonfils, X., Santos, N. C., Delfosse, X., Forveille, T., Allard, F., Natário, C., Fernandes, C. S., and Udry, S. (2012). Metallicity of M dwarfs. II. A comparative study of photometric metallicity scales. *A&A*, 538:A25.
- Newton, E. R., Charbonneau, D., Irwin, J., Berta-Thompson, Z. K., Rojas-Ayala, B., Covey, K., and Lloyd, J. P. (2014). Near-infrared Metallicities, Radial Velocities, and Spectral Types for 447 Nearby M Dwarfs. *AJ*, 147(1):20.
- Newton, E. R., Charbonneau, D., Irwin, J., and Mann, A. W. (2015). An Empirical Calibration to Estimate Cool Dwarf Fundamental Parameters from H-band Spectra. *ApJ*, 800(2):85.
- Perryman, M. A. C., Lindegren, L., Kovalevsky, J., Hog, E., Bastian, U., Bernacca, P. L., Creze, M., Donati, F., Grenon, M., Grewing, M., van Leeuwen, F., van der Marel, H., Mignard, F., Murray, C. A., Le Poole, R. S., Schrijver, H., Turon, C., Arenou, F., Froeschle, M., and Petersen, C. S. (1997). The Hipparcos Catalogue. *A&A*, 500:501–504.
- Rojas-Ayala, B., Covey, K. R., Muirhead, P. S., and Lloyd, J. P. (2012). Metallicity and Temperature Indicators in M Dwarf K-band Spectra: Testing New and Updated Calibrations with Observations of 133 Solar Neighborhood M Dwarfs. *ApJ*, 748(2):93.
- Santos, N. C., Israelian, G., Mayor, M., Bento, J. P., Almeida, P. C., Sousa, S. G., and Ecuivillon, A. (2005). Spectroscopic metallicities for planet-host stars: Extending the samples. *A&A*, 437(3):1127–1133.
- Tuomi, M., Jones, H. R. A., Butler, R. P., Arriagada, P., Vogt, S. S., Burt, J., Laughlin, G., Holden, B., Shectman, S. A., Crane, J. D., Thompson, I., Keiser, S., Jenkins, J. S., Berdiñas, Z., Diaz, M., Kiraga, M., and Barnes, J. R. (2019). Frequency of planets orbiting M dwarfs in the Solar neighbourhood. *arXiv e-prints*, page arXiv:1906.04644.
- Valenti, J. A. and Fischer, D. A. (2005). Spectroscopic Properties of Cool Stars (SPOCS). I. 1040 F, G, and K Dwarfs from Keck, Lick, and AAT Planet Search Programs. *ApJS*, 159(1):141–166.

- von Braun, K., Boyajian, T. S., van Belle, G. T., Kane, S. R., Jones, J., Farrington, C., Schaefer, G., Vargas, N., Scott, N., ten Brummelaar, T. A., Kephart, M., Gies, D. R., Ciardi, D. R., López-Morales, M., Mazingue, C., McAlister, H. A., Ridgway, S., Goldfinger, P. J., Turner, N. H., and Sturmann, L. (2014). Stellar diameters and temperatures - V. 11 newly characterized exoplanet host stars. *MNRAS*, 438(3):2413–2425.
- Winters, J. G., Henry, T. J., Lurie, J. C., Hambly, N. C., Jao, W.-C., Bartlett, J. L., Boyd, M. R., Dieterich, S. B., Finch, C. T., Hosey, A. D., Ianna, P. A., Riedel, A. R., Slatten, K. J., and Subasavage, J. P. (2015). The Solar Neighborhood. XXXV. Distances to 1404 m Dwarf Systems Within 25 pc in the Southern Sky. *AJ*, 149(1):5.