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

Gabriel Menezes Sousa

Estudo de Diferentes Métodos para Estimar Parâmetros Estelares em uma Amostra de Estrelas T Tauri

São Paulo
2022

Gabriel Menezes Sousa

Estudo de Diferentes Métodos para Estimar Parâmetros Estelares em uma Amostra de Estrelas T Tauri

Trabalho de Conclusão de Curso apresentado ao Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da Universidade de São Paulo como requisito parcial para a obtenção do título de Bacharel em Astronomia.

Vertente: Pesquisa Básica

Orientadora: Prof.ª Dr.ª Jane Gregorio-Hetem

São Paulo

2022

Resumo

Este trabalho descreve as etapas do projeto envolvendo o aprendizado dos processos de formação de linhas espectrais, procedimentos alternativos de suas medidas e análise, para determinação de parâmetros estelares, e de síntese espectral na obtenção de abundâncias químicas. Inicialmente, mediu-se larguras equivalentes de espectros de estrelas padrão com programas em *python* desenvolvidos por nós, a fim de avaliar sua eficácia na medição de linhas. Tendo resultados satisfatórios, os programas foram usados para medir a linha de lítio em 6707.8 Å nos espectros observados em uma amostra de estrelas jovens detectadas no *Pico dos Dias Survey* (PDS). Posteriormente, adotou-se o *software* IRAF (Tody 1993) como ferramenta de medida de linhas. Testou-se a dispersão dos resultados dos algoritmos de medição de larguras equivalentes do *software* e, usando o método que apresentava o menor desvio padrão, mediu-se a linha de lítio para o espectro observado da estrela PDS 55. Usou-se um modelo dado por Castilho et al. (2000) para calcular a abundância desse elemento nas estrelas a partir da largura equivalente de sua linha em 6707.8 Å em função da temperatura efetiva. As temperaturas foram confirmadas pelo método de razão de linhas (Padgett 1996), e as velocidades estelares de rotação foram determinadas por comparação de larguras a meia altura observadas e instrumentais (Strassmeier et al. 1990). Com isso, outros valores de abundâncias foram obtidos usando o MOOG (Sneden et al. 2012), um código de síntese espectral, por meio do ajuste dos espectros sintéticos aos reais. Os resultados foram comparados com os dados em Rojas et al. (2008). As comparações mostraram compatibilidade entre os valores, mas a grande dispersão apresentada pelo modelo de Castilho et al. (2000) para estrelas de menores temperaturas requer mais testes para avaliar sua usabilidade nesse regime.

Abstract

This work describes the stages of the project dedicated to the learning of the processes of spectral line formation, the alternative procedures for their measurement and analysis to determine stellar parameters, and the use of spectral synthesis to obtain chemical abundances. Initially, equivalent widths of standard stars were measured with python numerical codes developed by us, aiming to determine their efficacy in measuring spectral lines. Having produced satisfactory results, the programs were used to measure the lithium line at 6707.8 Å on the observed spectra of a sample of young stars detected by the *Pico dos Dias Survey* (PDS). Afterwards, the software IRAF (Tody 1993) was adopted as a line measuring tool. The dispersion of the software's equivalent width measurement algorithms was tested and, using the method with the smallest standard deviation, the lithium line for observed spectrum of the PDS 55 star was measured. A model presented in Castilho et al. (2000) was used to estimate the abundancy of this element on stars based on the equivalent width of their lithium line as a function of their effective temperature. The temperatures were confirmed by the method of ratio of lines (Padgett 1996), and the stellar rotational velocities were determined by comparing the observed and instrumental full width at half maximum values (Strassmeier et al. 1990). Based on the stellar parameters, accurate values of Li abundance were obtained using MOOG (Sneden et al. 2012), a spectral synthesis code, by adjusting synthetic to observed spectra. The results were compared with the literature (Rojas et al. 2008), showing good agreement. However, the method from Castilho et al. (2000) is not indicated to be used for low temperature stars, due to the high dispersion presented for $T_{eff} < 4500$ K in the grid of models.

Lista de Figuras

1.1 Radiação de corpo negro como função da frequência para corpos com diferentes temperaturas. 16

1.2 Espectro de uma estrela real. As linhas de absorção são destacadas, com seus respectivos elementos denotados. 17

1.3 Representação da largura equivalente. (Carroll & Ostlie (2007)) 19

1.4 Grade de modelo teórico de atmosfera estelar. 19

2.1 Comparação entre os centros das linhas dados no catálogo e os pontos de menor fluxo do espectro da estrela Padrão 1. 24

2.2 Reta de correspondência entre os centros das linhas dados no catálogo e os mínimos de intensidade de linhas medidos pelo código desenvolvido no presente trabalho, aplicado ao espectro da estrela Padrão 1. 25

2.3 Histograma das diferenças, para o espectro de Padrão 1, entre Wtb e Wm, à esquerda, e Ws e Wm, à direita. 26

2.4 Comparação entre os centros das linhas dados no catálogo e os pontos de menor fluxo do espectro da estrela Padrão 2. 27

2.5 Idem à Figura 2.2 apresentando a reta de correspondência entre os centros das linhas dados no catálogo e os pontos de menor fluxo do espectro da estrela Padrão 2. 27

2.6 Histograma das diferenças, para o espectro de Padrão 2, entre (a) Wtb e Wm (b) Ws e Wm. 28

2.7 Histograma das diferenças, para o espectro de Padrão 2, entre (a) Wtb,esp e Wm (b) Ws,esp e Wm. 28

2.8 Linha de Li 6707.8 Å no espectro obtido com o HARPS para PDS 55. . . . 30

2.9 Linha de Li 6707.8 Å no espectro suavizado de PDS 55. 30
2.10 Ilustração do uso do modelo de Castilho et al. (2000) na medição da abundância de Li da estrela PDS 55. 32
2.11 Uso do modelo para estimativa de abundância das estrelas PDS 45 e PDS 54. 32

3.1 À esquerda, ajuste do espectro da estrela PDS 45. À direita, ajuste com mapa de resíduos. 39
3.2 Idem à Figura 3.1, para a estrela PDS 54. 39
3.3 Idem à Figura 3.1, para a estrela PDS 55. 39
3.4 Idem à Figura 3.1, para a estrela PDS 70. 39
3.5 Idem à Figura 3.1, para a estrela PDS 73. 40

A.1 *Plots* de regiões de 10, 4 e 2 angstrons de comprimento, centrados na linha de 5679.032 Å do Fe I. 48
A.2 Exemplos de problemas encontrados em algumas linhas escolhidas para medição com o Programa 1. 49
A.3 Visualização do algoritmo de medição de integrais por trapézios. 50
A.4 Esquematização do algoritmo de medição da largura equivalente W_λ de uma linha. 51
A.5 Processo de interpolação de pontos do espectro. 52
A.6 Linha de 5679.04 Å, do espectro de K0. 53
A.7 Painel superior esquerdo: Linha espectral com código de problema 1. Painel superior direito: Tomada da parte ideal da linha. Painel inferior: Linha pós obtido por espelhamento da parte ideal. 54
A.8 Linha espelhada (linha azul) sobre a linha espectral observada (pontos verdes). 54

B.1 Ajuste de linha pelo Método 1. 55
B.2 Ajuste de linha pelo método 2a. 56
B.3 Ajuste de linha pelo método 2b. 56

Lista de Tabelas

2.1 Dados publicados em Rojas et al. (2008) (W_{Rojas}) e comparação com resultados de larguras equivalentes calculados pelo Programa 2 (W_{P2}). 29

2.2 Resultados das medições com IRAF da linha de Li 6707.8 Å do espectro da estrela PDS 55. 31

2.3 Parâmetros físicos e W_{Li} considerados no uso do modelo de Castilho et al. (2000), bem como abundâncias de Li da literatura ($\log N_{Li,R}$) e calculadas pelo modelo ($\log N_{Li,C}$). 33

3.1 Linhas medidas e valores de $FWHM_{obs}$ obtidos para determinação de $v \sin i$ por meio da Equação 3.1. 36

3.2 Velocidades de rotação $v \sin i$ obtidas. 37

3.3 Parâmetros de ajuste linear da temperatura para cada razão de linha. . . . 37

3.4 Temperatuas da literatura (T_L) e temperaturas obtidas por razão de linhas neste trabalho (T_R). 38

3.5 Parâmetros adotados para o cálculo dos espectros sintéticos. 38

3.6 Abundâncias obtidas por síntese espectral. 40

3.7 Comparação entre abundâncias de Li da literatura ($\log N_{Li,L}$), calculadas com o modelo de Castilho et al. (2000) ($\log N_{Li,C}$) e por síntese espectral ($\log N_{Li,S}$). 40

A.1 Códigos para os problemas observados nas linhas espectrais. 48

Sumário

1. Introdução 13
1.1 Opacidade Estelar 14
1.2 Espectros Estelares 15
1.3 Linhas Espectrais e Largura Equivalente 17
1.4 Síntese Espectral 19
1.5 Estrutura do Trabalho 20

2. Métodos de Medidas e Análises de Linhas Espectrais 23
2.1 Biblioteca de Espectros 23
2.2 Espectros Observados 28
2.3 Grades de Modelos para Estimar Abundâncias de Li 31

3. Resultados 35
3.1 Velocidade de Rotação 35
3.2 Determinação de Tempertura Efetiva 37
3.3 Síntese e Ajuste Espectrais 38

4. Conclusões Parciais e Perspectivas de Continuação 41

Referências 43

Apêndice 45

A. Programas criados para medição de larguras equivalentes. 47
A.1 Programa 1 47

A.2 Programa 2 52

B. Métodos de Medições Usados com o Software IRAF. 55

Capítulo 1

Introdução

O lítio (Li) é um elemento que vem sendo usado como indicativo da idade de estrelas. Em seu trabalho de revisão sobre estrelas jovens nas proximidades do Sol, Zuckerman & Song (2004), por exemplo, foi comparada a distribuição da largura equivalente (W_{Li}) da linha de Li (6707.8 Å) em função do índice de cor (B-V) para membros de aglomerados jovens, tais como NGC2264 (idades $\sim$ 5Myr), IC 2602 ($\sim$30 Myr) e Pleiades ($\sim$100 Myr), entre outros. Eles discutem a "destruição" do lítio à medida que as estrelas ficam mais velhas, mas notam também as diferenças dessa depleção em função da temperatura efetiva e/ou massa da estrela. Considerando que o Li é um elemento facilmente destruído nas altas temperaturas dos interiores estelares, a dependência com a massa estelar está relacionada com o tamanho da zona convectiva, que pode levar porções de material quente do interior para as camadas mais externas. Portanto, supõe-se que o Li observado nas atmosferas das estrelas tenha sido acretado durante o processo de formação estelar, e, então, uma maior abundância de Li atmosférico pode ser interpretado como o fato de que a estrela ainda não teve tempo de destruí-lo, indicando juventude estelar (Merchant 1966).

Assim, a presença da linha de Li no espectro estelar é um dos indícios da confirmação de sua natureza jovem. Além disso, a comparação de sua abundância com outras características espectrais e parâmetros físicos, como temperatura e gravidade, pode trazer informações importantes sobre a classificação da estrela e a avaliação de seu estágio evolutivo dentro da pré-sequência principal.

O objetivo deste trabalho é então o cálculo de abundâncias químicas, principalmente de Li, em estrelas jovens, em particular do tipo T Tauri, que são estrelas pré-sequência principal de baixa massa, cujos espectros apresentam a linha H_α em emissão, e uma forte linha de Li em 6707.8 Å. Nesse capítulo, são descritos os principais processos físicos relaci-

onados à formação das linhas espectrais. Na Seção 1.1 é definido o conceito de opacidade estelar, enumerando-se as principais fontes de opacidade na atmosfera de uma estrela. A Seção 1.2 apresenta uma breve descrição da aparência geral do espectro estelar. A Seção 1.3 traz uma explicação do processo de formação de linhas de absorção nos espectros das estrelas, e que tipo de informações podem ser retiradas dessas linhas. A Seção 1.4 descreve a ideia básica do processo de criação de modelos atmosféricos estelares computacionais e de síntese espectral, e como este método pode ser usado para a obtenção de abundâncias químicas. Na Seção 1.5 é apresentado um resumo da estrutura da monografia.

1.1 Opacidade Estelar

Quando consideramos um feixe de luz de comprimento de onda λ e intensidade inicial $I_{\lambda,0}$ atravessando uma distância s por um gás de densidade ρ constante e opacidade específica ao comprimento de onda κ_λ também constante, temos que a intensidade I_λ ao final do trajeto é dada por (Carroll & Ostlie 2007):

$$I_\lambda = I_{\lambda,0} e^{-\kappa_\lambda \rho s}. \tag{1.1}$$

Pode-se, então, definir uma profundidade óptica τ_λ associada a esse comprimento de onda como

$$\tau_\lambda = \kappa_\lambda \rho s, \tag{1.2}$$

definindo que $\tau_\lambda = 0$ na superfície do gás. Essa profundidade óptica indica o fator de perda de intensidade de um feixe de comprimento de onda λ ao atravessar uma distância s no interior do gás, ou, no caso, no interior estelar. Além disso, como τ_λ é definido como nulo na superfície do gás, ele aumenta à medida que se entra no meio gasoso. Como resultado dessa perda de intensidade, normalmente não vemos muito mais fundo em uma estrela do que $\tau_\lambda \approx 2/3$ (Carroll & Ostlie 2007) para um comprimento de onda λ.

Há 4 principais fontes de opacidade no interior de uma estrela: transições ligado-ligado, transições ligado-livre, absorções livre-livre e espalhamento eletrônico, que serão brevemente discutidas a seguir.

Transições Ligado-Ligado são essencialmente os processos de excitação e desexcitação de átomos e moléculas. Ocorre quando um átomo ou molécula absorve um fóton de energia

específica necessária para a transição de um elétron de um orbital menos energético para um mais energético. Se um elétron absorve um fóton, realizando uma transição, e em seguida retorna ao seu orbital original, há a liberação de um fóton de mesma energia que o absorvido. No entanto, como a direção de liberação é aleatória, o fóton liberado não fará mais parte do feixe original, criando assim uma diminuição na intensidade do feixe. Normalmente, o efeito desse processo é pouco visível sobre o contínuo de emissão estelar, exceto em comprimentos de onda específicos capazes de gerar essas transições.

Transições Ligado-Livre são as fotoionizações. Elas acontecem quando um elétron que está em um orbital de energia de ionização χ absorve um fóton de energia $E > \chi$ e aquele elétron é removido do átomo. Porque qualquer fóton de energia $E > \chi$ pode realizar esse processo, essa é uma fonte de opacidade sobre todo o contínuo.

Absorções Livre-Livre são um mecanismo no qual um elétron livre, próximo de um íon, absorve um fóton, aumentando assim sua velocidade. Esse também é um processo de opacidade no contínuo, pois fótons de essencialmente qualquer energia podem ser absorvidos.

Espalhamento eletrônico é um processo no qual um fóton é espalhado por um elétron por meio de um espalhamento Thomson. Esse processo só é relevante em ambientes de alta densidade eletrônica, como os interiores estelares, onde o gás é extremamente quente e totalmente ionizado, e também é um mecanismo de opacidade no contínuo inteiro.

Um fóton também pode ser espalhado por um elétron vagamente ligado a um núcleo. Se o comprimento de onda λ do fóton é muito menor que o átomo, o processo é chamado de espalhamento Compton, e se λ é muito maior, o processo é denominado espalhamento Rayleigh. O espalhamento Rayleigh é normalmente desprezível nas atmosferas estelares, mas importante no ultravioleta para o envoltório extendido de estrelas supergigantes e estrelas frias de sequência principal. Já o espalhamento Compton causa uma mudança pequena do comprimento de onda do fóton, e também é uma fonte de opacidade em todo o contínuo.

1.2 Espectros Estelares

Estrelas, e até planetas, podem ser aproximados, de forma inicial, por corpos negros (Carroll & Ostlie 2007). Isso significa que o espectro de emissão de uma estrela depende de sua temperatura, tendo uma distribuição de energia espectral que segue a Lei de Planck,

como mostra a Figura 1.1.

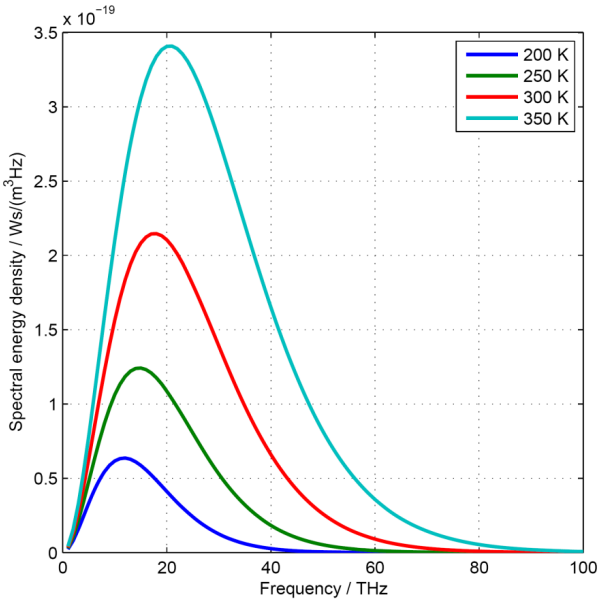

Figura 1.1: Radiação de corpo negro como função da frequência para corpos com diferentes temperaturas. Fonte: https://seos-project.eu/earthspectra/earthspectra-c02-p06.html

No entanto, uma das principais diferenças entre os espectros de corpo negro e espectros estelares é a existência de linhas espectrais, tanto de absorção, quanto, por vezes, de emissão, nos espectros de estrelas. A Figura 1.2 traz o espectro observado de uma estrela, com linhas de absorção destacadas.

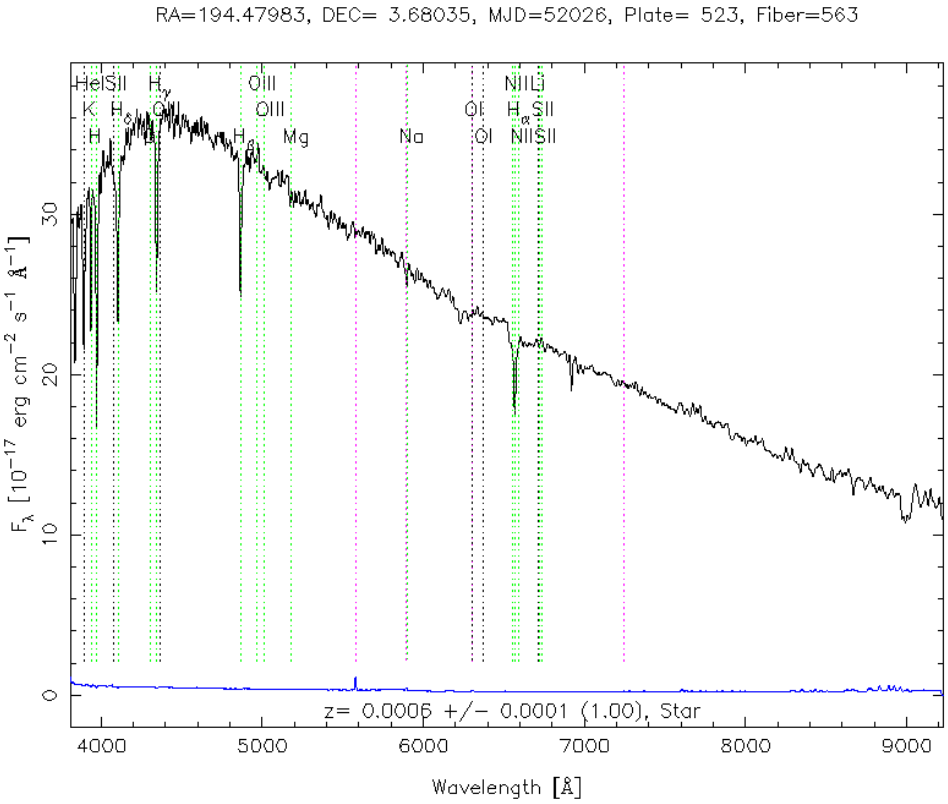

Figura 1.2: Espectro de uma estrela real. As linhas de absorção são destacadas, com seus respectivos elementos denotados. Fonte: http://cas.sdss.org/dr8/en/proj/advanced/color/spectra.asp

A partir dessas linhas, uma série de análises pode ser feita para obter informações sobre a composição química das estrelas e seus parâmetros físicos.

1.3 Linhas Espectrais e Largura Equivalente

As linhas de absorção são criadas quando um átomo ou molécula absorve um fóton e um de seus elétrons passa a uma camada superior de energia, no processo citado anteriormente como transição ligado-ligado, ou *bound-bound*. Para que essa absorção ocorra, o fóton deve ter uma energia específica. Por exemplo, para que um elétron do átomo de potássio sofra uma transição de seu estado fundamental para o primeiro estado excitado, um fóton de energia $E = hc/\lambda \approx 1.61$ eV, precisa ser absorvido, onde h é a constante de Planck e c é a velocidade da luz. Percebe-se, da fórmula dada para E, que a energia bem determinada implica em um comprimento de onda também determinado. Dessa forma, sabe-se que, em um espectro estelar, uma linha de absorção vista em $\lambda = hc/1.61 \approx 7703$ Å, significa que há potássio na estrela sendo excitado ao primeiro estado de excitação. Assim, a posição

das linhas espectrais pode indicar os elementos presentes nas estrelas.

As linhas de absorção são então um produto da maior opacidade do interior estelar em certos comprimentos de onda devido à presença de átomos e moléculas que realizam transições eletrônicas. Sendo assim, a forma da linha depende da abundância dos elementos relacionados àquela transição na atmosfera estelar, bem como das condições físicas, tais como temperatura e densidade, que proporcionam uma alta probabilidade de se encontrar número de átomos em estados de excitação e ionização propício para a ocorrência daquela transição específica. Como forma de analisarmos essas abundâncias, temos as equações de Saha e Boltzmann, que juntas fornecem o número de átomos na atmosfera estelar que estão em condições de realizar uma determinada transição (Carroll & Ostlie 2007).

Vale notar, no entanto, um fator importante. Seguindo a ideia de comprimento de onda para o centro de linha bem determinado, poderia-se esperar que as linhas espectrais apresentassem um perfil parecido com um delta de Dirac - ou seja, que ocorresse uma queda no fluxo espectral apenas no comprimento de onda específico de uma transição. No entanto, como se pode observar da Figura 1.2, as linhas não são tão estreitas. Isso decorre de processos de alargamento de linhas presentes na estrela: alargamento natural, alargamento Doppler, alargamentos de pressão e colisionais, entre outros fatores. Por conta disso, uma linha de absorção apresenta um mínimo de intensidade de fluxo no comprimento de onda λ_0, associado à transição eletrônica. Ou seja, a variação de energia causada pelo fóton absorvido pelo átomo. A partir do contínuo, o fluxo diminui ao se aproximar de λ_0, formando as chamadas asas da linha.

Essa extensão do perfil de linha oferece uma outra medida importante: a largura equivalente (W), que pode ser obtida por meio de uma integral (Carroll & Ostlie 2007), dada por:

$$W = \int \Big(1 - \frac{F_c}{F_0}\Big) d\lambda,$$

onde F_λ e F_0 são o fluxo medido em um determinado comprimento de onda e um fluxo de referência para a região da linha observada, respectivamente. A ideia dessa medida é que W representa a largura de uma caixa de altura 1 e área igual à área da linha observada, centrada em λ_0, como mostrado na Figura 1.3.

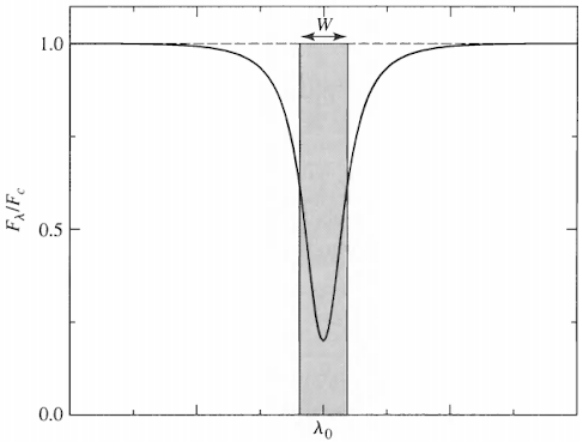

Figura 1.3: Representação da largura equivalente. (Carroll & Ostlie (2007))

Utilizando a medida de W da linha de Li 6707.8 Å, juntamente com os parâmetros de temperatura e gravidade superficial das estrelas, pretende-se utilizar o modelo dado em Castilho et al. (2000), ilustrada na Figura 1.4 para calcular uma estimativa da abundância de lítio $\log(N_{Li})$.

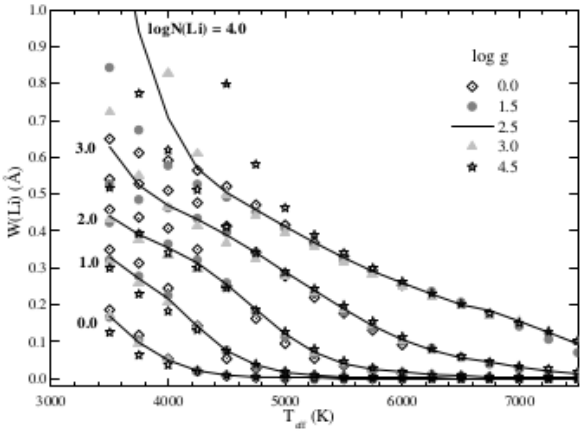

Figura 1.4: Grade de modelo teórico de atmosfera estelar mostrando a de relação entre temperatura, gravidade superficial, W da linha 6707.8 de Li e a abundância de lítio $\log(N_{Li})$.

1.4 Síntese Espectral

Como citado na Seção 1.3, as linhas de absorção advém de opacidades estelares diferentes para diferentes comprimentos de onda, que, por sua vez, são produto das abundâncias dos elementos ligados àquela transição. Observando um perfil de linha como o da Figura 1.3, imagina-se que haja uma maior opacidade no comprimento de onda λ_0, e que haja uma diminuição de opacidade pelas asas até o contínuo. Lembrando da Equação 1.2, esperamos

que, se κ_λ é maior, a distância s que um feixe de comprimento de onda λ consegue percorrer dentro da estrela antes que sua intensidade seja reduzida significativamente é menor. Isso implica no fato de que as diferentes partes de uma linha são criadas em regiões diferentes da estrela: o centro, que tem grande opacidade, é criado em regiões mais externas e frias da estrela, e à medida que nos movemos de λ_0 até o contínuo, as regiões de formação das linhas naqueles comprimentos de onda passam a ser mais internas na estrela. Assim, diferentes regiões, ou camadas da estrela têm diferentes contribuições ao espectro, e o espectro que observamos é a soma dessas contribuições sobre todas as camadas.

Com base nos modelos teóricos para os interiores estrelares, os códigos computacionais usados para reproduzir as características físicas em cada camada da estrela adotam parâmetros de entrada, tais como temperatura, gravidade superficial e metalicidade, como condições de contorno. Para estimar as contribuições de cada camada da estrela na produção das linhas no espectro sintético, são também fornecidas ao código numérico os valores de abundâncias químicas, que podem ser variadas até que se alcance o melhor ajuste do espectro teórico sobre o observado.

Para este trabalho, o código de síntese espectral MOOG (Sneden et al. 2012) foi utilizado. Esse código toma um modelo de atmosfera estelar, criado com os parâmetros estelares acima citados, e também velocidade de microturbulência, e o fator [α/Fe], que descreve a abundância de elementos alfa em relação ao ferro de uma estrela. Com esse modelo atmosférico, e correções de parâmetros como velocidade de rotação estelar $v \sin i$, velocidade radial e resolução do espectro, o código pode sintetizar uma certa parte do espectro, que é então comparada ao espectro observado. Para encontrar a abundância de um certo elemento químico, as abundâncias do espectro sintético são variadas, e a que oferece o melhor ajuste do espectro em torno de uma linha de interesse desse elemento é tomada como a abundância desse elemento.

1.5 Estrutura do Trabalho

Para demonstrar a experiência adquirida ao efetuar as medidas de linhas e em seguida confirmar os resultados por meio de comparação com a literatura, a primeira parte do trabalho foi dedicada ao estudo e aplicação de diferentes métodos de análise, conforme apresentado no Capítulo 2. Na segunda parte do trabalho foi realizada a deter-

minação/confirmação dos parâmetros estelares e aplicação do código de síntese espectral. Como o nosso principal elemento alvo é o lítio, o foco foi a síntese espectral em torno da linha de Li em 6707.8 Å. Para uso dos códigos para cálculo dos modelos de atmosfera, adotamos os parâmetros estelares, bem como abundâncias de outros elementos, dados em Rojas et al. (2008), para as estrelas da amostra. As temperaturas foram confirmadas pelo método de razão de linhas apresentado em Padgett (1996), e as velocidades de rotação foram estimadas por comparação entre a largura a meia altura ($FWHM$) de linhas observadas e a $FWHM$ média instrumental (Strassmeier et al. 1990). Os resultados dessa segunda parte do trabalho são descritos no Capítulo 3. A discussão das conclusões parciais, bem como as perspectivas de continuidade, são apresentadas no Capítulo 4. Para um melhor detalhamento dos códigos utilizados no Capítulo 2, apresentam-se no Apêndice A os programas alternativos criados no presente trabalho para medição de linhas espectrais. O processo de medida da largura equivalente das linhas foi refinado posteriormente, por meio do uso do *software* IRAF, cujos detalhes dos procedimentos adotados são descritos no Apêndice B.

Capítulo 2

Métodos de Medidas e Análises de Linhas Espectrais

Neste capítulo apresenta-se a comparação das medidas de linhas por diferentes métodos. A Seção 2.1 descreve a metodologia inicialmente adotada para a obtenção e medição de espectros de estrelas padrão disponíveis em bibliotecas de espectros por programas em *python* escritos por nós. Além abordar a aplicação da metodologia inicial em espectros observados, a Seção 2.2 também traz uma breve análise da precisão e acurácia de alguns comandos de medição de larguras equivalentes de linhas de absorção do *software* IRAF. A Seção 2.3 apresenta o uso do modelo de Castilho et al. (2000) para a estimativa da abundância de Li nas estrelas da amostra selecionada, e uma comparação desses valores com abundâncias da literatura (Rojas et al. 2008).

2.1 Biblioteca de Espectros

Inicialmente, para adquirir experiência nos procedimentos de medidas de linhas e para estabelecer a metodologia de trabalho foram utilizados espectros de estrelas padrão. Para que os valores medidos de W pudessem ter uma base de comparação, foi utilizado o espectro sintético de uma estrela do tipo G4 (referida a partir daqui como Padrão 1), de características parecidas com as do Sol: temperatura $T_1 = 5750$ Kelvin, $\log(g_1) = 4.5$, sendo g_1 a gravidade superficial da estrela, e abundâncias químicas iguais às solares e, para comparação, escolheu-se os valores de larguras equivalentes dados no catálogo de Moore et al. (1966). O espectro, extraído da biblioteca de espectros sintéticos da Profa. Paula Coelho, do IAG/USP (Coelho et al. 2007), tinha resolução de 0.02 Å, e foi analisado na banda de 5500 até 7000 Å. Foram selecionadas 133 linhas do catálogo nesse intervalo para serem medidas. As linhas foram escolhidas de acordo com os seguintes critérios:

1. A linha deve ser atômica, e não molecular;

2. O elemento gerador da linha deve ser conhecido;

3. O potencial de excitação da linha deve ser determinado.

Considerando que na época em que essa atividade foi realizada, não foi possível o acesso a computadores com software mais adequado para medidas de linhas espectrais, como o IRAF (Tody 1993), o processo de medição foi feito com um programa em *python*, escrito pelo estudante, para integrações, interpolações e análises de dados necessárias. O algoritmo é explicado em detalhes no Apêndice A.1.

O programa retorna o comprimento de onda em que a intensidade da linha atinge o valor mínimo, de forma que foi possível comparar esses valores com o comprimento de onda do centro das linhas fornecido no catálogo de Moore et al. (1966), e analisar a correspondência entre os comprimentos de onda esperados (Lm) e os observados (Lc). Essa comparação foi feita por meio de um histograma, ilustrado na Figura 2.1, e uma reta, ilustrada na Figura 2.2. Aos histogramas, foi ajustada uma curva gaussiana, de média μ e desvio padrão σ, e os valores retornados foram de μ = -0.007 Å e σ = 0.010 Å. À dispersão foi ajustada uma reta expressa por:

$$y = ax + b, \tag{2.1}$$

onde valores retornados foram de $a = 1 \pm 2.9 \times 10^{-6}$ Å e $b = -0.022 \pm 0.018$ Å.

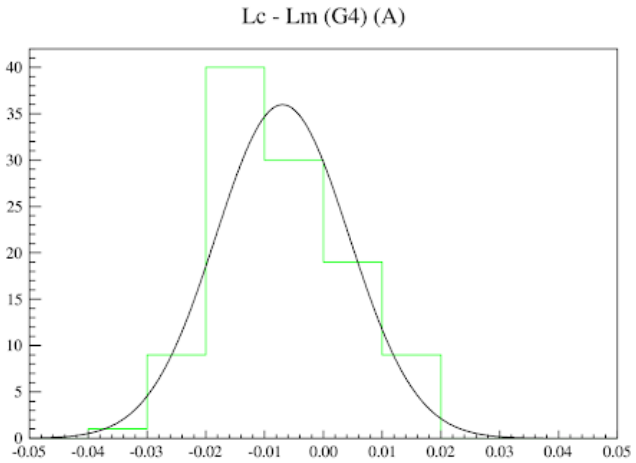

Figura 2.1: Comparação entre os centros das linhas dados no catálogo e os pontos de menor fluxo do espectro da estrela Padrão 1, medidas para o conjunto de 133 linhas selecionadas (Moore et al. 1966).

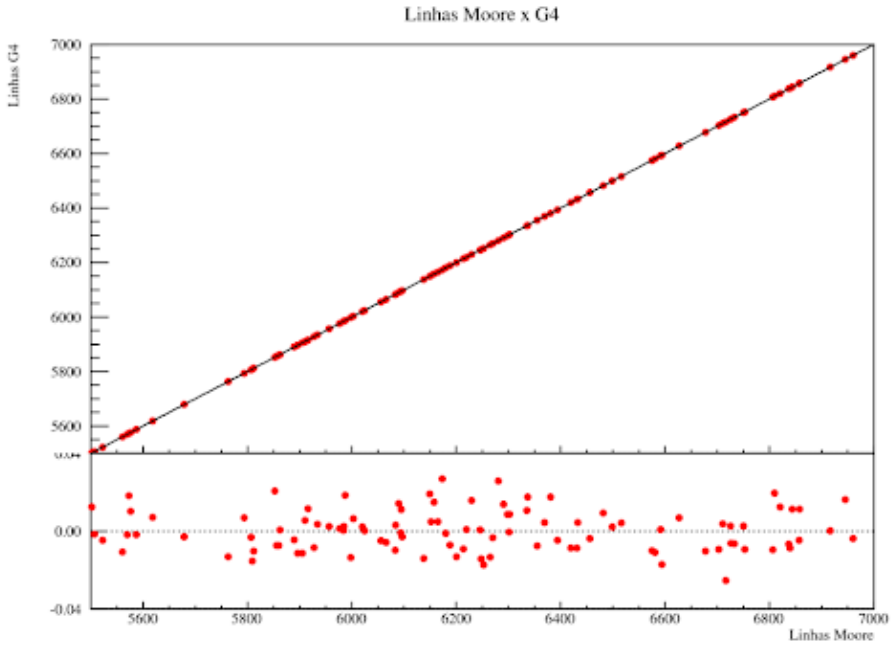

Figura 2.2: Reta de correspondência entre os centros das linhas dados no catálogo e os mínimos de intensidade de linhas medidos pelo código desenvolvido no presente trabalho, aplicado ao espectro da estrela Padrão 1. Ambos os eixos mostram o comprimento de onda dado em Å. O painel inferior mostra os resíduos relacionados com a diferença entre o valor medido e o do catálogo.

Analisando os valores de μ e a com suas incertezas, pode-se afirmar que há excelente concordância entre as linhas medidas com o código desenvolvido neste trabalho e as do catálogo. Em particular, nota-se que a diferença média μ dada pelo ajuste da Figura 2.1 é cerca de 2.8 vezes menor que a resolução do espectro, de 0.02 Å, o que oferece maior credibilidade à conclusão de concordância entre as linhas medidas e as observadas.

O programa também oferece dois resultados para o valor de W de cada linha, um calculado por método de trapézios com interpolação de pontos e outro pelo método de Simpson de integração, denotados por Wtb e Ws, respectivamente. Esses valores foram comparados aos dados no catálogo de Moore et al. (1966) (denotados por Wm), e as diferenças observadas para cada linha são apresentadas nos histogramas da Figura 2.3. Perfis gaussianos de média μ e desvio padrão σ foram ajustados aos histogramas. Tais ajustes retornaram valores de $\mu = 0.020$ Å, e $\sigma = 0.018$ Å para ambos os histogramas, o que indica que, para esse espectro, os erros das medidas de W são pequenos a ponto de que a eliminação de erros de segunda ordem não afeta de forma significativa os resultados de W.

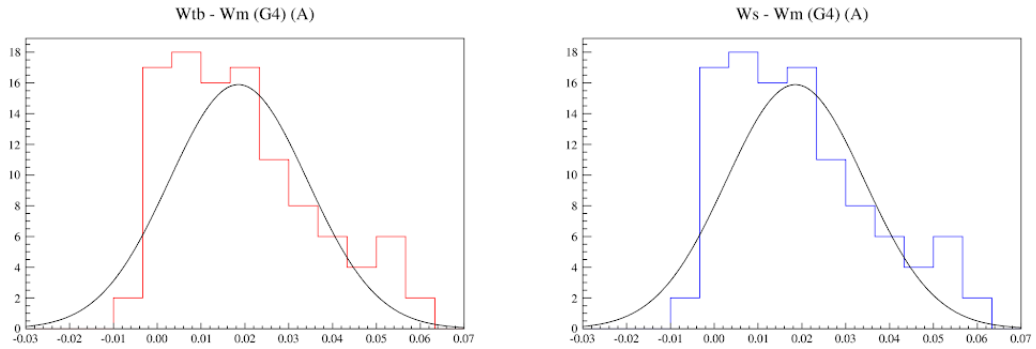

Figura 2.3: Histograma das diferenças, para o espectro de Padrão 1, entre Wtb e Wm, à esquerda, e Ws e Wm, à direita.

Percebe-se que, entre as Ws das linhas do espectro sintético e as do catálogo de Moore et al. (1966), os ajustes revelam uma diferença média muito pequena. Se o desvio padrão for usado como medida de incerteza σ, μ se encontra a cerca de 1.1σ de 0, o que torna esses valores compatíveis. Esse resultado está dentro do esperado, visto que os parâmetros de temperatura, gravidade superficial e metalicidade da estrela sintética escolhida são muito próximos dos solares, de forma que não esperamos grandes diferenças entre as larguras das linhas de Padrão 1 e do Sol.

Após as medições do espectro de Padrão 1, visando analisar uma estrela com parâmetros diferentes do Sol, decidiu-se selecionar da biblioteca disponibilizada por Coelho et al. (2007) o espectro sintético de uma estrela gigante de tipo espectral K0 (referida a partir daqui como Padrão 2), com temperatura $T_2 = 4750$ Kelvin, gravidade superficial g_2 tal que $\log(g_2) = 2.5$ e metalicidade $[\mathrm{Fe/H}] = 0.2$. As mesmas linhas de absorção consideradas para a estrela Padrão 1 foram medidas nesse novo espectro, usando, dessa vez, o Programa 2, que se diferencia do anterior pela possibilidade de análisar linhas misturadas (*blends*), cujo algoritmo é citado no Apêndice A.2.

Assim como foi apresentado para o espectro Padrão 1, foram feitos um histograma com ajuste gaussiano e uma reta de fórmula dada pela Equação 2.1, para analisar a correspondência das posições das linhas desse espectro com as das linhas objetivadas. O histograma é mostrado na Figura 2.4, e seu ajuste retornou $\mu = 0.008$ Å e $\sigma = 0.013$ Å. A reta é mostrada na Figura 2.5, e seu ajuste retornou $a = 1 \pm 4.3 \times 10^{-6}$ Å e $b = -0.008 \pm 0.027$ Å, demonstrando novamente uma ótima correspondência entre as linhas do espectro sintético e as objetivadas.

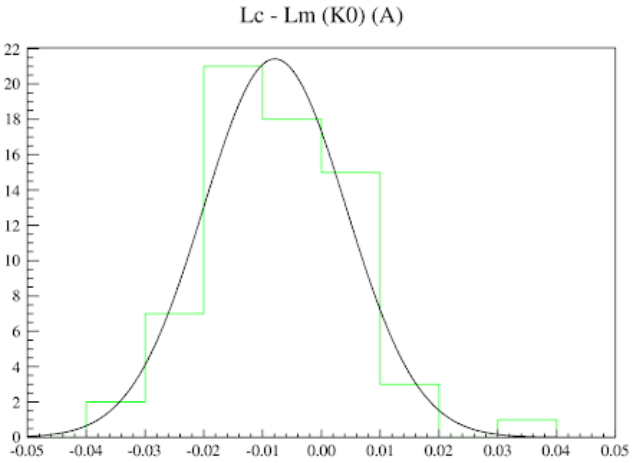

Figura 2.4: Comparação entre os centros das linhas dados no catálogo e os pontos de menor fluxo do espectro da estrela Padrão 2.

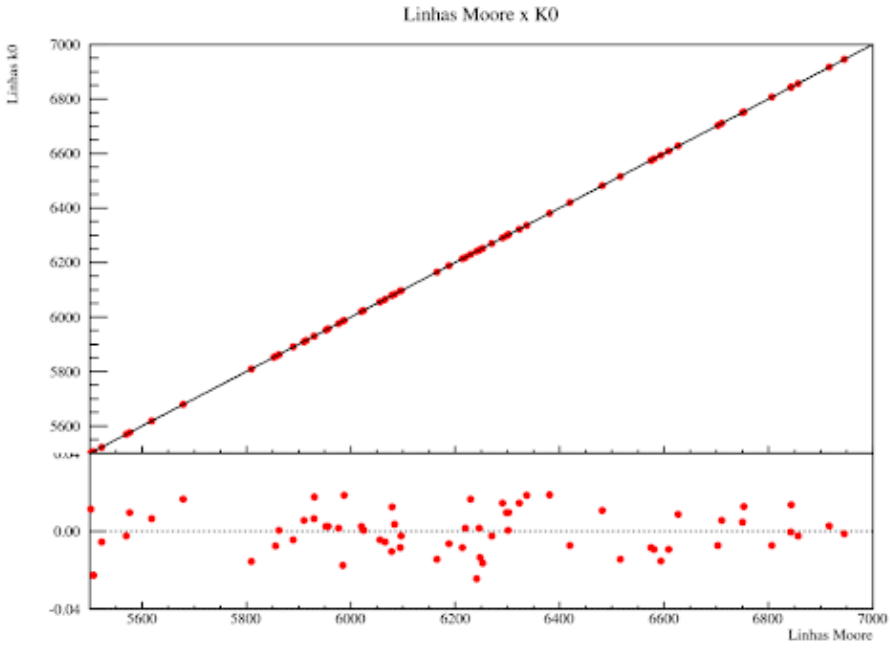

Figura 2.5: Idem à Figura 2.2 apresentando a reta de correspondência entre os centros das linhas dados no catálogo e os pontos de menor fluxo do espectro da estrela Padrão 2.

Como explicado na Seção A.2, o programa adotado retorna 2 valores de W, usando os métodos de integração de trapézios com interpolação e Simpson e mais 2 valores com espelhamento de linhas no caso de *blend* por um dos lados. Assim como foi feito para as medidas do espectro da Padrão 1, comparações foram feitas com os valores de largura equivalente fornecidos pelo catálogo de Moore. A Figura 2.6 ilustra as diferenças entre os valores calculados pelo programa sem utilizar o espelhamento de linha e os dados no catálogo, e seu ajuste gaussiano retornou $\mu = 0.096$ Å e $\sigma = 0.039$ Å para ambos os

histogramas. A Figura 2.7 ilustra essas diferenças quando se usa o espelhamento de linhas. Seu ajuste resultou em $\mu = 0.094$ Å e $\sigma = 0.043$ Å para ambos os histogramas.

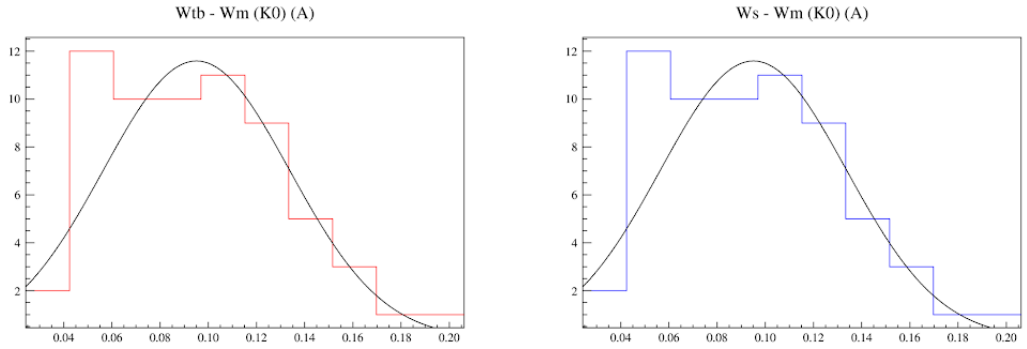

Figura 2.6: Histograma das diferenças, para o espectro de Padrão 2, entre (a) Wtb e Wm (b) Ws e Wm.

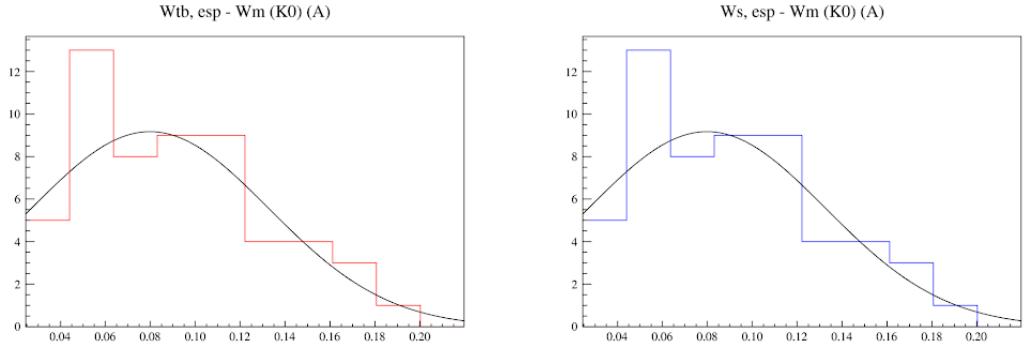

Figura 2.7: Histograma das diferenças, para o espectro de Padrão 2, entre (a) Wtb,esp e Wm (b) Ws,esp e Wm.

Percebe-se que, ao contrário do caso do espectro da Padrão 1, as diferenças médias foram bem mais significativas. Em média as Ws de Padrão 2 são cerca de 0.1 Å maiores. Esse resultado está de acordo com os modelos atuais de formação de linha espectrais, prevendo que estrelas mais frias produzem linhas mais profundas e, portanto, com maiores Ws. Ademais, vale lembrar que a estrela Padrão 2 foi escolhida com abundância [Fe/H] maior, o que potencializa o efeito de maior intensidade dessas linhas.

2.2 *Espectros Observados*

Após as medições dos espectros sintéticos, voltou-se o olhar para especros observados. Como o objetivo do projeto é o estudo de estrelas T Tauri, procurou-se utilizar espectros

de T Tauri com valores de W previamente estimados, a fim de avaliar a eficiência dos programas desenvolvidos na análise de especros observados.

Com isso, escolheu-se os espectros das estrelas PDS 45, PDS 54, PDS 55 e PDS 73, que foram identificadas como estrelas jovens no levantamento *Pico dos Dias Survey* (Gregorio-Hetem et al. 1992), e analisadas no artigo de Rojas et al. (2008). Os espectros foram obtidos no espectrógrafo FEROS (*Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph*) (Moorwood et al. 1999), acoplado ao telescópio de 2.2m localizado no observatório ESO (*European Southern Observatory*). A linha escolhida para ser medida foi a de lítio, no comprimento de onda de 6707.8 Å, e o programa usado foi o Programa 2. A Tabela 2.1 traz os parâmetros físicos das estrelas fornecidos em Rojas et al. (2008) e mostra uma comparação entre os valores do artigo e do programa para as Ws desses espectros.

Tabela 2.1 - Dados publicados em Rojas et al. (2008) (W_{Rojas}) e comparação com resultados de larguras equivalentes calculados pelo Programa 2 (W_{P2}).

Estrela	Temperatura (K)	log(g)	W_{Rojas} (Å)	W_{P2} (Å)
PDS 45	3700	4.0	0.52	0.69
PDS 54	4500	4.4	0.35	0.41
PDS 55	3510	4.2	0.71	-
PDS 73	4838	-	0.73	0.50

No caso de PDS 55, o espectro apresentou uma baixa razão sinal/ruído na região da linha de Li, impedindo a realização da medida por meio do programa. Para PDS 73, somente a comparação das larguras equivalentes foi realizada. A análise completa (vide Cap. 3) dessa estrela não foi possível, dada a falta de informação do valor de log (g) e grande incerteza na temperatura efetiva (Rojas et al. 2008). Nota-se que a maior diferença observada é de 0.23 Å, que pode ser usada como um valor superestimado de incerteza.

Após a etapa de aprendizado no processo de identificação e medidas de linhas, uma nova metodologia passou a ser adotada por meio do uso do IRAF, a partir do período em que houve a disponibilidade do software para uso do estudante. Além disso, foi iniciada a busca por espectros de alta resolução das estrelas PDS de nossa amostra. Assim, o espectro já reduzido da estrela PDS 55, foi obtido do arquivo de observações do telescópio HARPS (*High Accuracy Radial velocity Planet Searcher*) (Mayor et al. 2003), acoplado ao telescópio de 3.6m do observatório ESO, e sua linha de Li foi medida. A Figura 2.8 ilustra a imagem da linha no espectro, criada com o comando *splot* do IRAF. Todas as medições

foram feitas com algoritmos definidos na interface interativa criada por este comando.

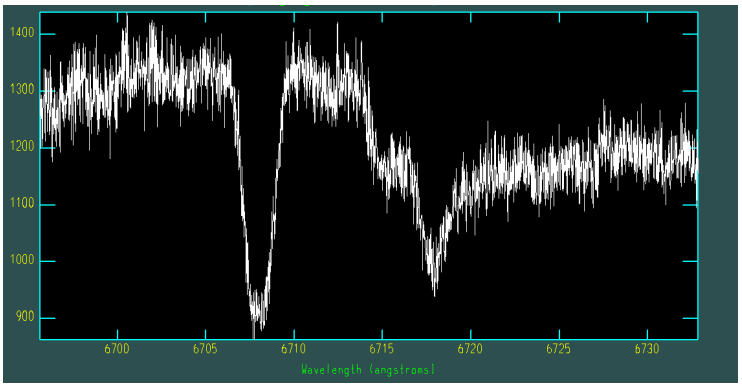

Figura 2.8: Linha de Li 6707.8 Å no espectro obtido com o HARPS para PDS 55.

Inicialmente, para adquirir conhecimento com o uso do IRAF, escolheu-se três métodos de medição de linhas do *software*, e trinta medidas foram realizadas, nas quais variava-se a posição tomada do contínuo e do centro da linha de Li, para cada método, a fim de estipular qual apresentava a menor variância e, portanto, poderia ser usado com maior confiabilidade em medições futuras. No entanto, antes da tomada de medidas, foi utilizada a rotina *boxcar* para agrupar o fluxo de 10 pixeis em um só, criando uma versão suavizada do espectro, auxiliando o reconhecimento do contínuo. O espectro resultante pode ser visto na Figura 2.9.

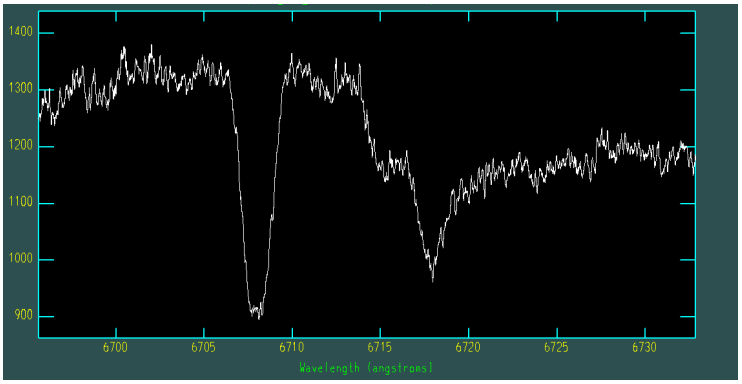

Figura 2.9: Linha de Li 6707.8 Å no espectro suavizado de PDS 55.

Os métodos escolhidos para medições foram denominados Método 1, Método 2a e Método 2b. Uma breve explicação destes métodos é apresentada no Apêndice B. Todos os métodos retornam valores de centro da linha (λ_0) e largura equivalente (W). A Tabela 2.2 mostra os resultados para as médias e desvios padrões dessas grandezas calculados com os diferentes métodos, para a linha de Li 6707.8.

Tabela 2.2 - Resultados das medições com IRAF da linha de Li 6707.8 Å do espectro da estrela PDS 55.

Método	λ_0 (Å)	σ_{λ_0} (Å)	W (Å)	σ_W (Å)
Método 1	6707.988	0.011	0.621	0.027
Método 2a	6707.9920	0.0068	0.638	0.013
Método 2b	6707.86	0.20	0.664	0.028

Nota-se que σ_{λ_0} é consideravelmente maior no Método 2b. Isto é esperado, já que este método toma como entrada um valor para o centro da linha, que tem influência sobre o λ_0 calculado. A variação da posição do centro fornecida deve, então, gerar uma dispersão nos cálculos de centro maior do que nos outros métodos, que não usam essa grandeza como entrada.

Observa-se também que o Método 2a apresenta σ_{λ_0} e σ_W consideravelmente menores que os outros, de forma que, dentre os métodos analisados, o 2a é o mais adequado para realizar medidas de linhas espectrais. Em comparação com a Tab. 2.1, embora o resultado do Método 2b tenha se mostrado mais próximo do dado na literatura ($W \sim 0.71$ Å), nota-se também uma boa concordância do valor medido pelo Método 2a ($W \sim 0.64$ Å), validando sua confiabilidade.

2.3 Grades de Modelos para Estimar Abundâncias de Li

A partir das medidas de larguras equivalentes e utilizando os valores de temperatura e log da gravidade superficial dados na Tabela 2.1, adotamos o modelo de Castilho et al. (2000), ilustrado na Figura 2.10, para estimar os valores de $\log N_{Li}$.

Para o cálculo de log(Li) pelo modelo, o processo adotado foi o seguinte: primeiro, localiza-se na imagem o ponto no gráfico correspondente à temperatura e à W da linha de Li 6707.8 da estrela. Desse ponto, procura-se o símbolo mais próximo correspondente à gravidade superficial da estrela, identificando a qual $\log N_{Li}$ padrão de comportamento desse símbolo pertence. A Figura 2.10 ilustra esse processo para a estrela PDS 55. Como se pode ver, tomando a temperatura de 3510 K e $\log(g) \approx 4.5$, tanto a W calculada de ≈ 0.64 Å quanto a de 0.71 Å dada em Rojas et al. (2008) resultam na escolha do mesmo símbolo, ressaltado em vermelho, que se adequa ao comportamento de valor de $\log N_{Li} = 2.0$. Assim, por esse modelo, pode-se dizer que os resultados da medida da linha foram compatíveis com o valor de $\log N_{Li} = 2.0$ apresentado em Rojas et al. (2008).

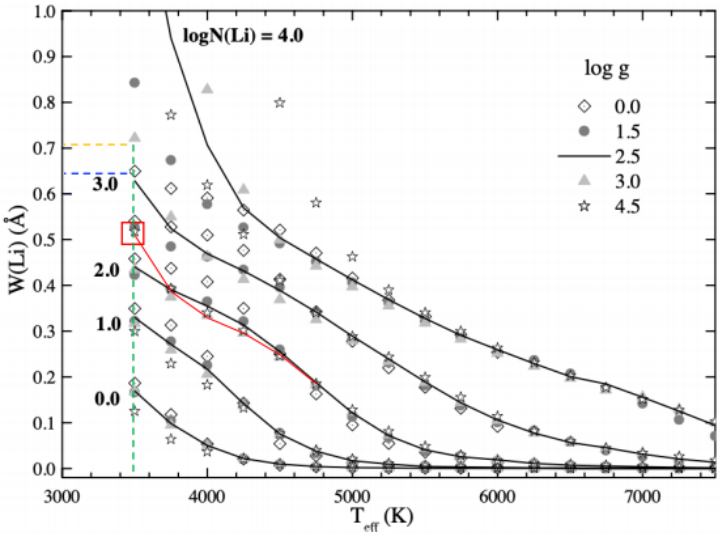

Figura 2.10: Ilustração do uso do modelo de Castilho et al. (2000) na medição da abundância de Li da estrela PDS 55. O quadrado vermelho denota o ponto que melhor se adequa às medidas realizadas, sendo então tomado como o ponto que representa a estrela. A linha vermelha demonstra a que comportamento de $\log N_{Li}$ esse ponto pertence.

Da mesma forma, para as estrelas PDS 45 e 54, foi estimada um $\log N_{Li} \approx 3$ (ver Figura 2.11), que também é condizente com Rojas et al. (2008). Não foi possível estimar a abundância da estrela PDS 73, pois, como citado na Seção 2.2, a mesma tem valor impreciso para a estimativa de temperatura. A Tabela 2.3 traz os parâmetros adotados, as abundâncias de Li dadas em Rojas et al. (2008) e as abundâncias obtidas pelo uso do modelo de Castilho et al. (2000) para as estrelas PDS da amostra considerada.

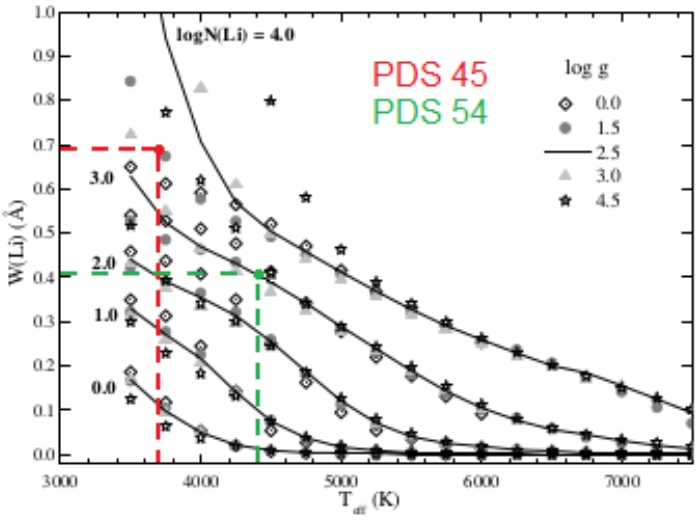

Figura 2.11: Uso do modelo para estimativa de abundância das estrelas PDS 45 e PDS 54.

Tabela 2.3 - Parâmetros físicos e W_{Li} considerados no uso do modelo de Castilho et al. (2000), bem como abundâncias de Li da literatura ($\log N_{Li,R}$) e calculadas pelo modelo ($\log N_{Li,C}$).

Estrela	T_{eff} (K)	$\log g$	W_{Li}	$\log N_{Li,R}$ (dex)	$\log N_{Li,C}$ (dex)
PDS 45	3700	4.0	0.69	3	3
PDS 54	4500	4.4	0.41	3	3
PDS 55	3510	4.2	0.64	2	2
PDS 73	4838	-	0.50	2.6	-

Capítulo 3

Resultados

Esse capítulo trata das medidas e análises realizadas na segunda parte do trabalho, na qual foi incluída a determinação de parâmetros estelares, para validação dos valores adotados, bem como o uso da síntese espectral para determinação de abundâncias. Para essa porção, manteve-se as mesmas estrelas da amostra apresentada no Capítulo 2, com a inclusão da estrela PDS 70, cujo espectro também foi observado com o HARPS. Essa adição se deu pelo fato de PDS 70 hospedar dois planetas em processo de acreção em seu disco circunstelar (Thanathibodee et al. 2020). Portanto, há o interesse em medir as abundâncias químicas e suas variações para sistemas de formação planetária, a fim de buscar possíveis correlações entre suas características.

Como PDS 70 foi incluída posteriormente, cabe aplicar o método de Castilho et al. (2000) para ela. Para isso, foi utilizada a temperatura efetiva dada em Gregorio-Hetem & Hetem (2002), e o $\log g$ foi adotado como 4.0, valor típico para estrelas T Tauri. Medindo com o IRAF a largura equivalente da linha Li 6707.8 Å, obteve-se o valor de 0.4806 Å. Usando esses números no modelo, têm-se que a estrela PDS 70 se encaixaria na curva de $\log N_{Li} = 3.0$.

3.1 Velocidade de Rotação

A rotação estelar é um fator que pode causar alargamento de linhas espectrais de absorção. Sendo assim, a velocidade de rotação projetada, $v \sin i$, é um parâmetro importante para o cálculo de um espectro que se ajuste bem ao observado.

Para obter $v \sin i$ das estrelas alvo, foi usado o método de comparação de larguras a meia altura apresentado em Strassmeier et al. (1990). Nesse processo, tomamos a largura

a meia altura média do espectrógrafo, $FWHM_{instr} = 0.307$ Å, medida para o FEROS e $FWHM_{instr} = 0.047$ Å para o HARPS, e a largura a meia altura $FWHM_{obs}$ de diversas linhas do espectro observado. Esses valores são então utilizados na Eq. 3.1:

$$v \sin i = 0.591 \Big(\Big[\frac{c}{\lambda} (FWHM_{obs}^2 - FWHM_{instr}^2)^{1/2} \Big]^2 - \xi^2 \Big)^{1/2}, \tag{3.1}$$

onde c é a velocidade da luz, λ é o comprimento de onda da linha medida e ξ é a velocidade de macroturbulência. Os valores de ξ foram adotados como um valor padrão de 3 km/s. As linhas usadas para esse método, juntamente com seus elementos associados, são fornecidos na Tabela 3.1. As linhas nas quais o ruído foi considerado significativo a ponto de tornar o valor da medida muito impreciso não foram utilizadas. O processo de medição do IRAF utilizado foi o Método 2a, discutido na Seção 2.2. Os resultados para as velocidades calculadas são apresentados na Tabela 3.2. Os valores de $v \sin i$ foram calculados pela média dos valores calculados para cada linha medida, e os erros estimados pelo desvio padrão da média.

Tabela 3.1 - Linhas medidas e valores de $FWHM_{obs}$ obtidos para determinação de $v \sin i$ por meio da Equação 3.1.

Elemento	Comp. de onda da linha (Å)	PDS 45	PDS 54	PDS 55	PDS 70	PDS 73
Fe I	5446.92	0.9677	0.9333	2.025	0.524	0.977
	6336.82	0.3189	0.3526	2.799	0.614	-
	6393.60	0.4166	-	0.458	0.622	1.438
	6400.00	0.5530	0.7049	1.627	0.615	1.140
	6411.65	0.3663	0.3832	1.930	0.620	1.147
	6494.98	0.6157	0.3609	2.695	0.627	2.800
	6546.24	0.6715	0.3234	1.724	0.633	1.081
	6592.91	0.4966	0.3330	2.191	0.638	1.832
	6676.99	0.6176	-	0.310	0.656	1.434
Ni I	6108.12	0.5282	-	2.001	0.549	1.104
	6176.81	0.7731	-	2.174	0.599	1.099
	6191.18	0.7029	-	1.987	0.599	1.151
	6256.36	0.47455	-	1.109	0.606	0.972
	6314.66	0.4474	-	0.301	0.616	1.718
	6643.64	0.6183	-	1.381	0.641	1.475
	6767.77	0.6449	0.3096	2.450	0.653	1.570
	6772.32	0.3938	0.3269	1.952	0.655	2.314

Tabela 3.2 - Velocidades de rotação $v \sin i$ obtidas.

Estrela	$v \sin i$ (km/s)
PDS 45	13.4 ± 1.4
PDS 54	8.1 ± 1.6
PDS 55	50.8 ± 4.8
PDS 70	17.1 ± 1.0
PDS 73	37.9 ± 3.2

3.2 Determinação de Tempertura Efetiva

Para confirmar as temperaturas dadas em Rojas et al. (2008) e Gregorio-Hetem & Hetem (2002), foi utilizado o método de razões de linhas, apresentado em Padgett (1996). O processo consiste na medição da razão R de larguras equivalentes de determinadas linhas. Essa razão se relaciona com a temperatura por uma fórmula linear da forma

$$R = a \cdot T + b.$$

Assim, tendo a razão R, podemos calcular a temperatura pela Equação 3.2:

$$T = \frac{R - b}{a}. \tag{3.2}$$

As razões usadas e seus parâmetros a e b associados são trazidos na Tabela 3.3, e os resultados de temperaturas obtidas são apresentados na Tabela 3.4, com uma comparação com os valores dados em Rojas et al. (2008) e Gregorio-Hetem & Hetem (2002).

Tabela 3.3 - Parâmetros de ajuste linear da temperatura para cada razão de linha.

R	a (E-4 $/K$)	b
V I λ6199/Fe I λ6200	-8.3	4.9
Fe I λ6200/V I λ6216	9.1	-3.4
V I λ6119/Fe I λ6200	-7.0	4.3
V I λ6119/Fe I λ6219	-4.8	3.0

Tabela 3.4 - Temperatuas da literatura (T_L) e temperaturas obtidas por razão de linhas neste trabalho (T_R).

Estrela	T_L (K)	T_R (K)
PDS 45	3700	3748
PDS 54	4500	4560
PDS 55	3510	-
PDS 70	4406	4300
PDS 73	4838	4859

Nota-se que os valores de T_R são bastante compatíveis com os de T_L. Desta forma, decidiu-se usar os valores de temperatura da literatura para as sínteses espectrais.

3.3 Síntese e Ajuste Espectrais

Como explicado na Seção 1.4, os parâmetros utilizados nos cálculos dos modelos de atmosferas estelares são dados na Tabela 3.5.

Tabela 3.5 - Parâmetros adotados para o cálculo dos espectros sintéticos.

Estrela	T (K)	$\log g$	[Fe/H]	ξ (km/s)	[α/Fe]	$v \sin i$ (km/s)
PDS 45	3700	4.0	0.10	1	0	13.4
PDS 54	4500	4.2	0.14	1	0	7.5
PDS 55	3510	4.2	0.11	1	0	47.7
PDS 70	4406	4.0	0.00	1	0	17.1
PDS 73	3838	4.0	0.17	1	0	37.9

A Tabela 3.6 traz as abundâncias que oferecem o menor erro de ajuste na região de 6705 Å a 6710 Å, que foi a escolhida para síntese, pois abrange a linha de Li 6707.8 Å. O erro das abundâncias é estimado como 0.3 dex, de acordo com o ilustrado nas Figuras 3.1 a 3.5, que apresentam os ajustes efetuados.

Os ajustes correspondem aos valores de abundâncias que geravam o menor erro em relação ao espectro observado. As figuras são apresentadas em duas versões, uma com apenas o ajuste da melhor abundância, em vermelho, um ajuste com abundância 0.3 dex maior, em azul, e um ajuste com abundância 0.3 dex menor, em amarelo. A segunda versão traz, além do ajuste, um mapa de resíduos dos ajustes em relação ao espectro observado.

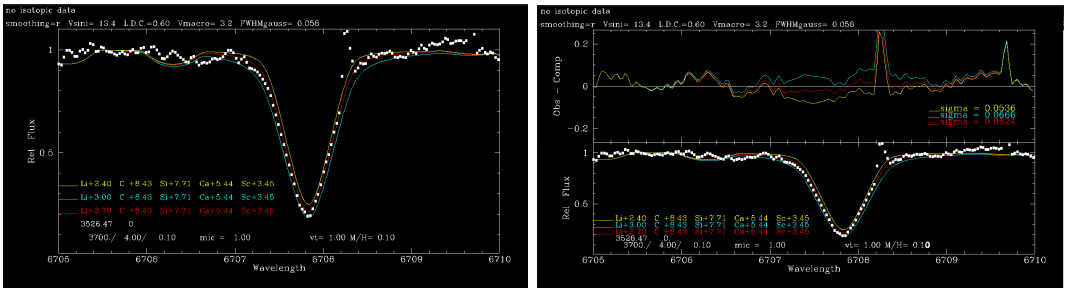

Figura 3.1: À esquerda, ajuste do espectro da estrela PDS 45. À direita, ajuste com mapa de resíduos.

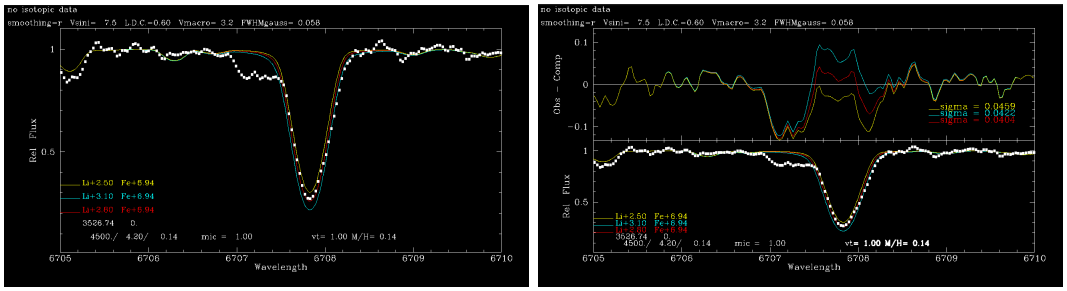

Figura 3.2: Idem à Figura 3.1, para a estrela PDS 54.

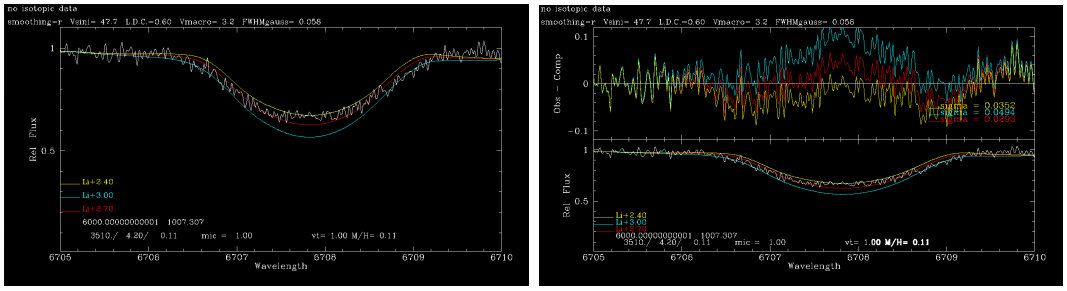

Figura 3.3: Idem à Figura 3.1, para a estrela PDS 55.

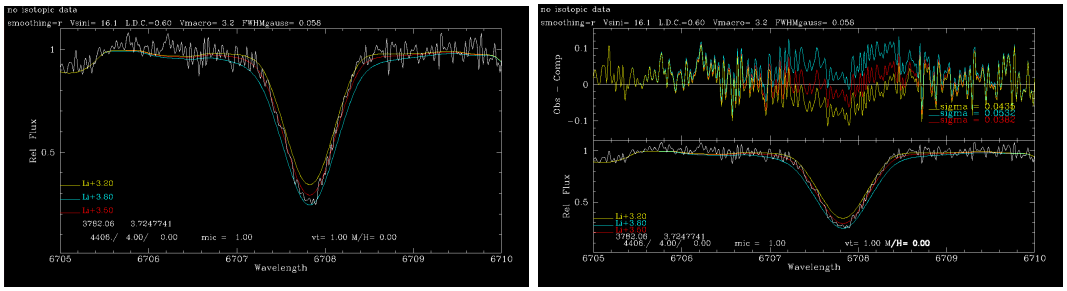

Figura 3.4: Idem à Figura 3.1, para a estrela PDS 70.

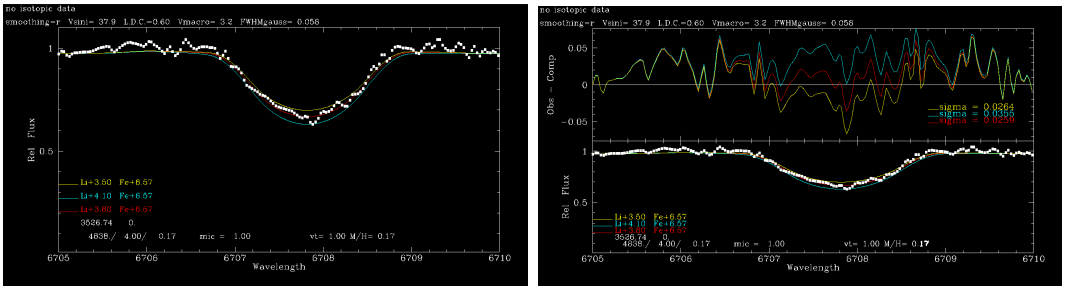

Figura 3.5: Idem à Figura 3.1, para a estrela PDS 73.

Tabela 3.6 - Abundâncias obtidas por síntese espectral.

Estrela	$\log N_{Li}$
PDS 45	2.7
PDS 54	2.8
PDS 55	2.7
PDS 70	3.5
PDS 73	3.8

A Tabela 3.7 traz as abundâncias de Li apresentadas em Rojas et al. (2008) (e Gregorio-Hetem & Hetem (2002) para a estrela PDS 70), as abundâncias calculadas pelo modelo de Castilho et al. (2000) e as obtidas pelo método de síntese espectral.

Tabela 3.7 - Comparação entre abundâncias de Li da literatura ($\log N_{Li,L}$), calculadas com o modelo de Castilho et al. (2000) ($\log N_{Li,C}$) e por síntese espectral ($\log N_{Li,S}$).

Estrela	$\log N_{Li,L}$	$\log N_{Li,C}$	$\log N_{Li,S}$
PDS 45	3	3	2.7
PDS 54	3	3	2.8
PDS 55	2	2	2.7
PDS 70	-	3	3.5
PDS 73	2.6	-	3.8

Capítulo 4

Conclusões Parciais e Perspectivas de Continuação

O principal objetivo do trabalho foi realizar um estudo dos processos de formação de linhas espectrais e os procedimentos adotados para as medidas de linhas e sua análise. Além disso, dadas as dificuldades técnicas enfrentadas no início do isolamento imposto pela pandemia COVID-19, houve um período em que o estudante não teve possibilidade de acesso aos programas usuais para medidas de linhas, como o IRAF, por exemplo. Para contornar essa dificuldade, parte do trabalho foi dedicada à construção de códigos próprios para identificação de linhas e medida da largura equivalente, como apresentado no Capítulo 2. Além de servir como método alternativo para fornecer medidas confiáveis, a primeira etapa do trabalho foi importante para reforçar o aprendizado de cálculo numérico e análise estatística de dados. Um outro procedimento alternativo, para estimativa de abundância de lítio, foi adotado da literatura: um diagrama com dados teóricos correlacionando largura equivalente e parâmetros estelares, como gravidade e temperatura. Neste caso, o modelo de Castilho et al. (2000) fornece boa estimativa na determinação de abundâncias de lítio em estrelas T Tauri, como mostrado na Tabela 3.7. No entanto, há alguns fatores que limitam seu uso. O primeiro deles é que, no regime de temperaturas menores que ~ 4500 K, há uma grande dispersão de símbolos em torno das curvas de W_{Li} em função da temperatura para uma dada abundância, como pode ser visto na Figura 1.4, de forma que testes melhores da eficácia desse modelo poderiam ser feitos com estrelas de temperaturas mais altas que 4500 K, conforme mostrado para a estrela PDS 54. Outro fator que gera dúvida sobre a utilidade do modelo adotado é a falta de pontos correspondentes a $\log(g) = 4.5$. Como esse é o valor mais próximo da gravidade típica de estrelas T Tauri, mais pontos desse tipo possibilitariam a extrapolação de uma curva de comportamento para as T Tauri de baixas temperaturas.

Ainda assim, o fato desse processo levar a valores tão próximos dos esperados mostra a validade da metodologia adotada. Para testar essa hipótese, deve-se fazer as medidas de larguras equivalentes da linha de Li 6707.8 Å para estrelas T Tauri com diversas temperaturas, e os valores de abundâncias obtidos do uso do modelo devem ser comparados a valores de referência da literatura. Outra forma de confirmação dos valores aproximados, encontrados a partir das grades de modelo, é a determinação mais precisa da abundância de Li por meio da síntese espectral. Esse processo foi realizado na segunda etapa do trabalho, em que foi possível utilizar o código MOOG para as estrelas PDS 45, 54, 55, 70 e 73. Os resultados foram compatíveis com os valores da literatura (Tabela 3.7) e permitiram também validar o método alternativo desenvolvido na primeira parte do trabalho. Da mesma forma, as medidas de razões de linhas foram realizadas para confirmação das temperaturas usadas como parâmetros de entrada no MOOG. Estimativas da velocidade de rotação projetada, por meio do uso de um método empírico baseado em medidas de linhas de Fe e Ni, foram também adotadas como validação dos parâmetros necessários para a síntese espectral. Além de comparações com a literatura, percebe-se que, para todas as estrelas para as quais ambos os métodos de Castilho et al. (2000) e de síntese espectral puderam ser utilizados, os valores de abundâncias decorrentes destes procedimentos foram bastante compatíveis, como mostrado na Tabela 3.7.

Conclui-se que os resultados demonstram que os objetivos iniciais foram plenamente atingidos. Para etapas futuras, pretende-se aumentar a amostra de estrelas observadas e usar os modelos de Castilho et al. (2000) e de síntese espectral para calcular a abundância de Li e outros elementos.

Referências Bibliográficas

Carroll, B. W. & Ostlie, D. A. 2007, Introduction to Modern Astrophysics (Second Edition. Pearson)

Castilho, B. V., Gregorio-Hetem, J., Spite, F., Barbuy, B., & Spite, M. 2000, A&A, 364, 674

Coelho, P., Bruzual, G., Charlot, S., et al. 2007, MNRAS, 382, 498

Gregorio-Hetem, J. & Hetem, A. 2002, MNRAS, 336, 197

Gregorio-Hetem, J., Lepine, J. R. D., Quast, G. R., Torres, C. A. O., & de La Reza, R. 1992, AJ, 103, 549

Mayor, M., Pepe, F., Queloz, D., et al. 2003, The Messenger, 114, 20

Merchant, A. E. 1966, PhD thesis, University of California, Berkeley.

Moore, C. E., Minnaert, M. G. J., & Houtgast, J. 1966, The solar spectrum 2935 A to 8770 A (National Bureau of Standards Monograph, Washington: US Government Printing Office (USGPO))

Moorwood, A., Cuby, J. G., Ballester, P., et al. 1999, The Messenger, 95, 1

Padgett, D. L. 1996, ApJ, 471, 847

Rojas, G., Gregorio-Hetem, J., & Hetem, A. 2008, MNRAS, 387, 1335

Sneden, C., Bean, J., Ivans, I., Lucatello, S., & Sobeck, J. 2012, Astrophysics Source Code Library, 02009

Strassmeier, K. G., Fekel, F. C., Bopp, B. W., Dempsey, R. C., & Henry, G. W. 1990, ApJS, 72, 191

Thanathibodee, T., Molina, B., Calvet, N., et al. 2020, ApJ, 892, 81

Tody, D. 1993, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 52, Astronomical Data Analysis Software and Systems II, ed. R. J. Hanisch, R. J. V. Brissenden, & J. Barnes, 173

Zuckerman, B. & Song, I. 2004, ARA&A, 42, 685

Apêndice

Apêndice A

Programas criados para medição de larguras equivalentes.

A.1 Programa 1

Para o primeiro programa, o algoritmo de medição de linhas consistia em: primeiro, a escolha da linha que se pretende medir. O comprimento de onda dessa linha, que será dito λ_M, (adotado de Moore et al. 1066) é introduzido em um programa de *plot* de gráficos, que procura no espectro o ponto de comprimento de onda λ_e mais próximo de λ_M. O programa então plota três gráficos do espectro, de comprimentos de dez, quatro e dois Angstroms, respectivamente, com λ_e como seu ponto central. Esses *plots* servem para checar se a região do espectro ao redor de λ_e tem contínuo identificável e não há excesso de ruído para aquela linha. Exemplos desses *plots* para a linha de 5679.032 Å (λ_M) no espectro sintético são mostrados na Figura A.1, cujos eixos correspondem à intensidade relativa ao contínuo em função do comprimento de onda, dado em Angstroms:

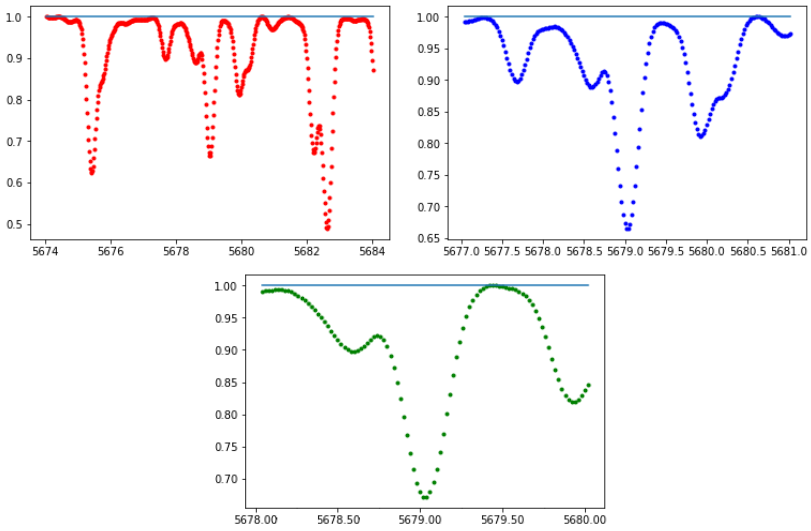

Figura A.1: Plots de regiões de 10, 4 e 2 angstrons de comprimento, centrados na linha de 5679.032 Å do Fe I.

Cada um desses gráficos tem pontos normalizados por seus próprios máximos de fluxo, mas o valor usado na normalização do espectro para os cálculos pode ser escolhido entre eles. Para os cálculos de integração dos espectros neste trabalho, sempre se procurou usar o maior fluxo do *plot* de maior comprimento, por abrangir uma área maior do espectro.

Alguns códigos foram criados para a identificação de possíveis problemas na análise óptica de linhas, que podem ser vistos na Tabela A.1:

Tabela A.1 - Códigos para os problemas observados nas linhas espectrais.

Código	Problema
0	Linha ideal
1	Interferência de linha pela esquerda
2	Interferência de linha pela direita
3	Linha não identificada próxima de λ_M
4	Interferência por linhas em ambos os lados

Os códigos 1 e 2 servem para indicar uma incerteza a mais na escolha do intervalo de integração, que depende de uma inspeção visual buscando por casos de linhas com *blend* (efeito de sobreposição com linha vizinha muito próxima). Os códigos 3 e 4, no entanto, são os únicos que indicam que a linha em questão não deveria ser considerada, pois no caso de código 3 a linha não pôde ser identificada no espectro analisado, e no caso de código 4 o valor da integral resultante teria baixa confiabilidade devido à interferência das linhas

ao redor de λ_e. Exemplos desses problemas são dados na Figura A.2.

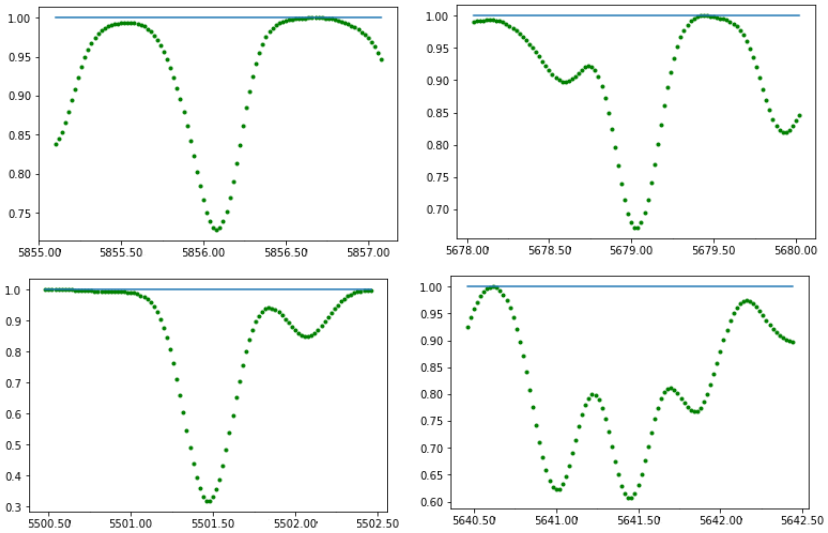

Figura A.2: Exemplos de problemas encontrados em algumas linhas escolhidas para medição com o Programa 1. Da esquerda para a direita, de cima para baixo, tem-se os problemas 0, 1, 2 e 4.

Assim, dada uma linha a ser medida, o programa faz um *plot* do espectro próximo a ela, e pede um código de problema encontrado. Caso esta região seja codificada por 0, 1 ou 2, passa-se à segunda parte do algoritmo: a estipulação, por inspeção visual, do intervalo de integração da linha. Em caso de codificação da linha em 3 ou 4, o programa segue para a próxima linha a ser medida.

Na segunda parte do algoritmo, o intervalo de integração de largura L seria escolhido de forma a englobar toda a linha e excluir linhas vizinhas, e a linha seria normalizada pelo maior valor de fluxo encontrado naquele intervalo, de forma a deixar o contínuo com altura 1. Esse intervalo é então fornecido ao programa, que realiza a medição da área da linha por integração nesse intervalo.

O método usado para o cálculo da área abaixo da linha foi o dos trapézios. Nesse método, tendo dois pontos consecutivos, de coordenadas (x1, y1) e (x2, y2) que teoricamente pertencem a uma curva, estima-se a área abaixo da curva entre os dois pontos como a área A de um trapézio com vértices em (x1, 0), (x2, 0), (x1, y1) e (x2, y2), como mostra a Figura A.3, onde A é dada por:

$$A = (x2 - x1) \cdot \frac{(y1 + y2)}{2}$$

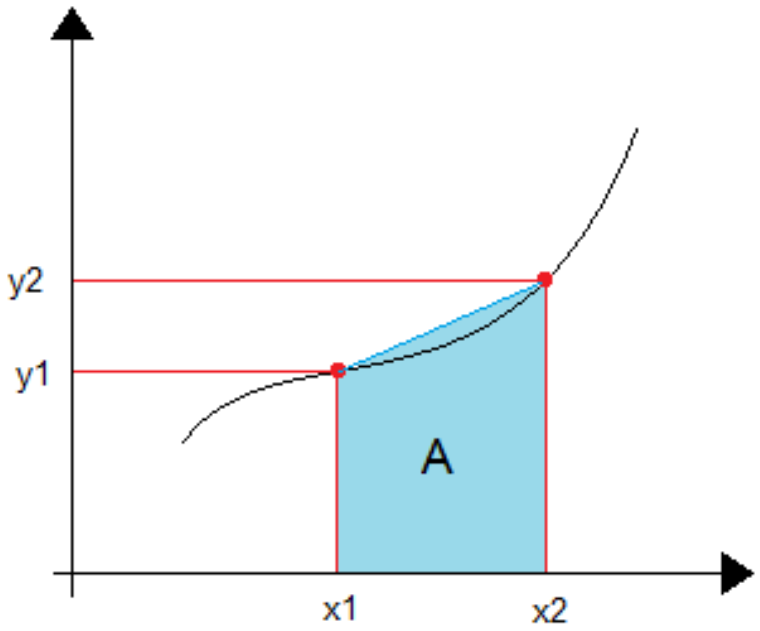

Figura A.3: Visualização do algoritmo de medição de integrais por trapézios.

Assim, o programa toma o intervalo de integração, normaliza-o pelo maior fluxo e, pelo método dos trapézios, calcula a área total A_A abaixo da linha. Para obter a área A_λ acima da linha, ou seja, "dentro" dela, supõe-se que aquela região observada é um retângulo de altura 1 e largura L, tendo então área de L Angstroms. O valor de A_λ é calculado então subtraindo A_A de L. Como a largura equivalente W_λ de uma linha é considerada a largura de um retângulo de altura 1 e área A_λ, então têm-se que W_λ é igual a A_λ. A Fig A.4 ilustra o processo de concepção do cálculo de W_λ de uma linha centrada em λ_0.

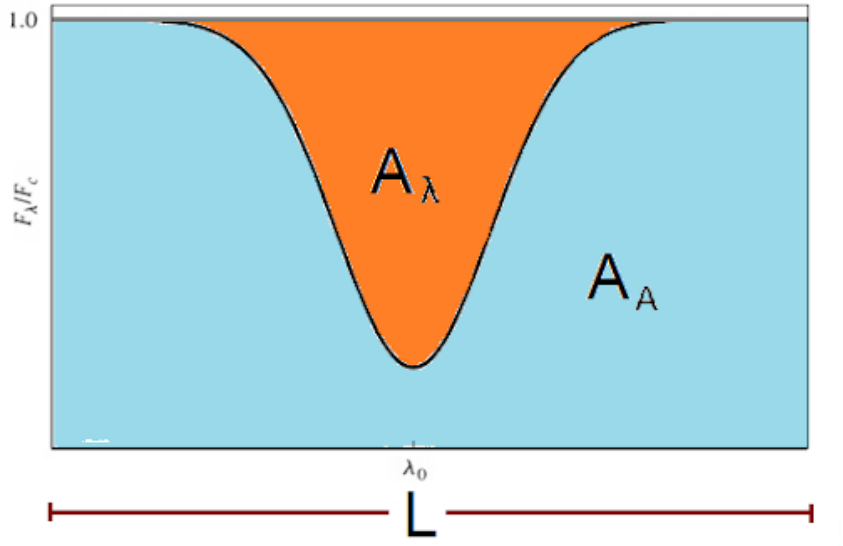

Figura A.4: Esquematização do algoritmo de medição da largura equivalente W_λ de uma linha.

O método de trapézios é de segunda ordem, o que significa que seu erro cai com o quadrado do número de pontos utilizados. Na tentativa de obter uma maior precisão na integral, foi implementado um processo para seu refinamento. O procedimento consiste na interpolação de novos pontos, por spline cúbica, entre os pontos dados da linha. Dessa forma, se a primeira integral usa pontos que distam de uma distância $2h$ em x (como no caso do espectro, onde $2h$ representa a distância de 0.02 Å entre um ponto e outro), a nova usa os pontos anteriores e os novos, conforme ilustrado na Figura A.5. Assim, a distância dos pontos na segunda integral seria h (0.01 Å). Com o número de pontos essencialmente dobrando, o erro da integral cai por um fator de 4.

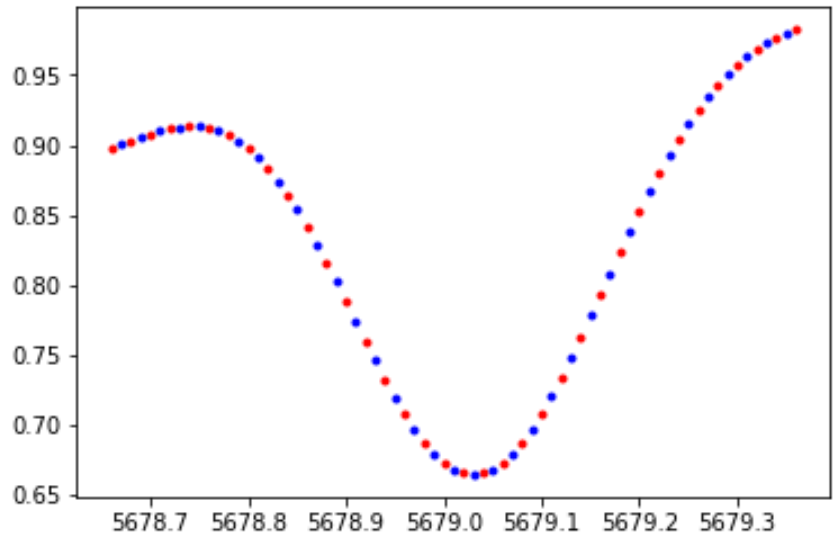

Figura A.5: Processo de interpolação de pontos do espectro. Os pontos originais estão em vermelho, e os pontos interpolados em azul.

Então, por uma relação de recorrência, podemos escrever a seguinte equação:

$$T(h) = \frac{T(2h)}{2} + \sum_i y(i),$$

sendo $T(h)$ a nova integral, $T(2h)$ a integral anterior, e y(i) as ordenadas dos novos pontos interpolados. No arquivo de saída do programa, $T(h)$ é Wtb. Além disso, para eliminar erros de segunda ordem, obtendo uma integral S com erros de quarta ordem, utiliza-se a relação de Simpson:

$$S = \frac{4T(h) - T(2h)}{3}$$

onde S é o valor da integral de Simpson, dado no arquivo de saída como Ws. Tanto a relação de recorrência entre integrais consecutivas de trapézios com interpolação quanto a relação entre tais integrais e a integral de Simpson foram demonstradas pelo professor Alex Cavalieri Carciofi em seu curso de Métodos Numéricos em Astronomia na USP, durante o primeiro semestre de 2020.

A.2 Programa 2

Esse programa é, essencialmente, uma versão melhorada do Programa 1. Nesse programa, para os casos de códigos 1 e 2 (A.1), implementou-se uma técnica de espelhamento

da linha na tentativa de alcançar valores mais confiáveis de integrais para esses casos.

Como exemplo, uma linha codificada como 1, observada em 5679.04 Å, será usada. A linha é ilustrada na Figura A.6, onde se pode ver uma clara interferência pela esquerda. A estimativa do primeiro intervalo de integração, de 5678.66 Å até 5679.38 Å, é feita na tentativa de que a área extra tomada de 5678.66 a 5678.74 Å se compare à área que a linha teria a partir dali até sua junção com o contínuo caso apresentasse um perfil gaussiano, mas esse é um método muito propenso a erros. Assim, o Programa 2 calcula essas integrais usando o intervalo dado como o Programa 1 mas, depois, passa a procurar o ponto de menor fluxo, λ_c, que nesse caso é 5679.04Å. Como o código 1 indica que a partir daquele ponto o comportamento da linha seria seu comportamento ideal - ou gaussiano -, o programa toma os pontos a partir de λ_c até o intervalo superior e espelha esses pontos para o lado esquerdo, oferecendo o que seria um perfil ideal inteiro daquela linha. A Figura A.7 ilustra os procedimentos do programa para o espelhamento da linha. A Figura A.8 exibe uma sobreposição da linha espelhada sobre o espectro, mostrando o aspecto da linha criada por esse método.

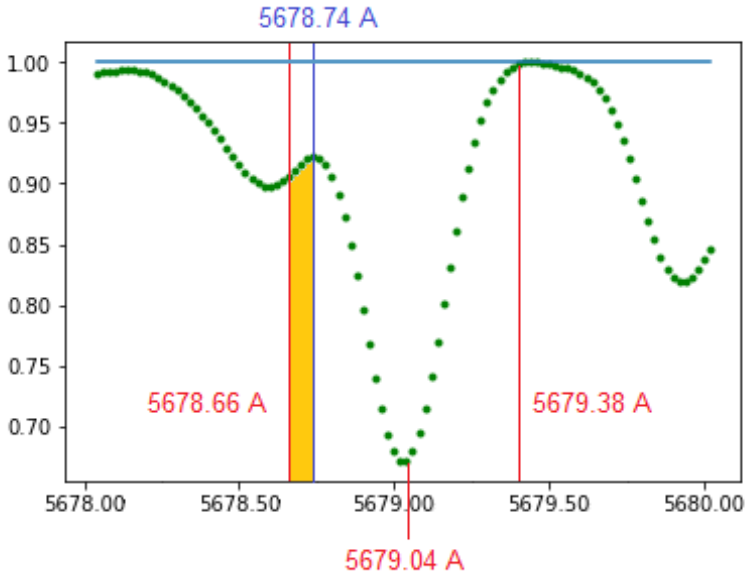

Figura A.6: Linha de 5679.04 Å, do espectro de K0.

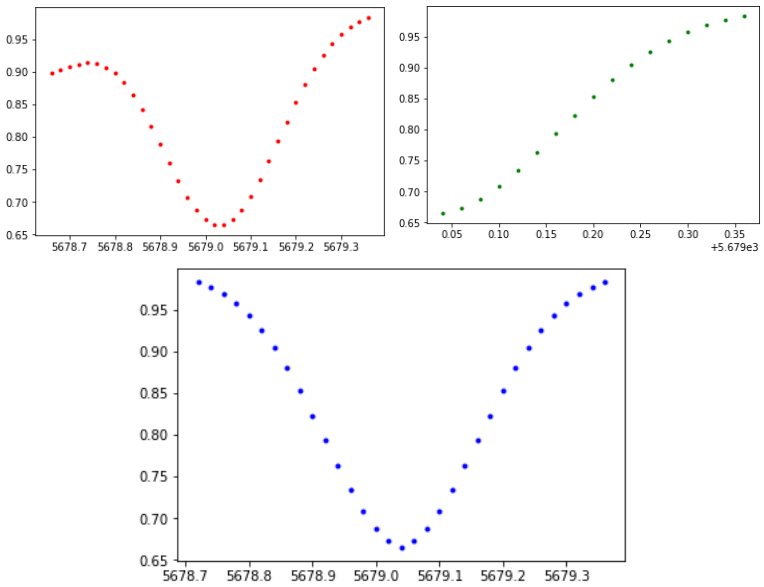

Figura A.7: Painel superior esquerdo: Linha espectral com código de problema 1. Painel superior direito: Tomada da parte ideal da linha. Painel inferior: Linha pós obtido por espelhamento da parte ideal.

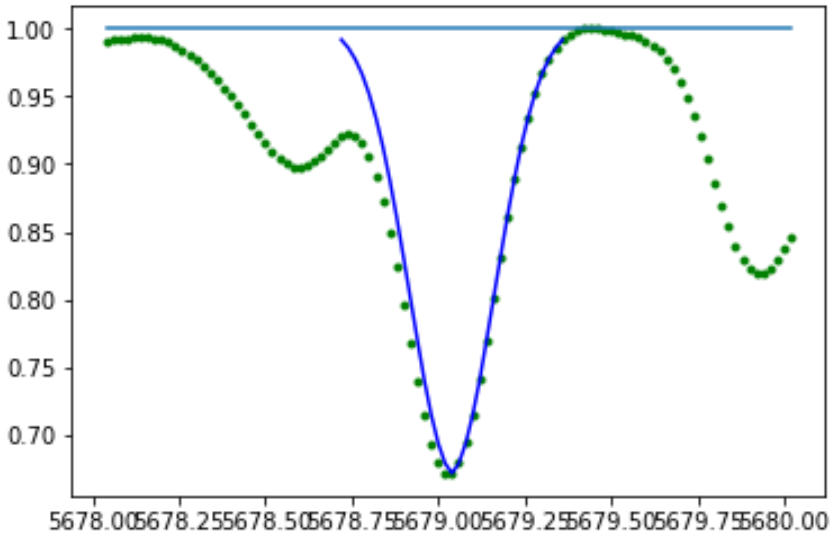

Figura A.8: Linha espelhada (linha azul) sobre a linha espectral observada (pontos verdes).

Então, mais uma dupla de integrações e medidas, Wtb e Ws, é obtida a partir das medidas dessa linha ideal, usando os mesmos processos usados para o primeiro trio de integrais, mas considerando a linha espelhada. Os resultados também foram colocados em uma planilha e analisados conforme descrito no Capítulo **??**.

Apêndice B

Métodos de Medições Usados com o *Software* IRAF.

1. Método 1: Integração de Linha.

   Pressiona-se a tecla *e* em um ponto no contínuo onde se imagina que começa a linha, e presiona-se *e* novamente em outro ponto onde ela termina. O programa calcula então a largura equivalente por um processo de integração, similar ao feito no Programa 1 (Apêndice A.1). Uma imagem desse ajuste é trazida na Figura B.1.

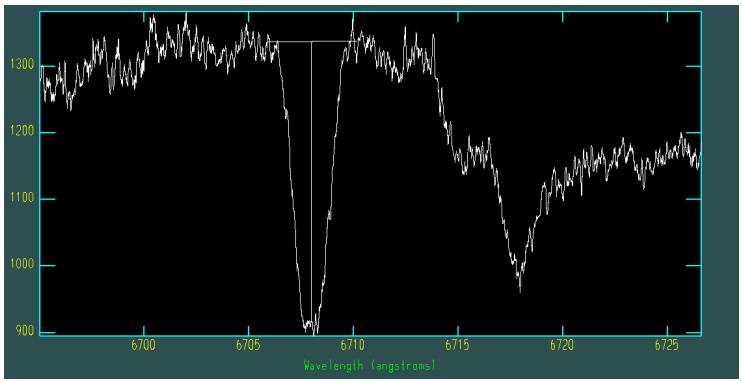

Figura B.1: Ajuste de linha pelo Método 1.

2. Método 2: Ajuste de Gaussiana

   Nesse método a W é calculada por meio de um ajuste de gaussiana à linha. No entanto, há mais de um conjunto de parâmetros possíveis para esse procedimento. Por isso, escolheu-se dois métodos que usavam parâmetros diferentes para realizar essa medida.

   - Método 2a

     Nesse método, pressiona-se a tecla k em um ponto no contínuo onde se imagina que começa a linha, e presiona-se k novamente em outro ponto no contínuo

onde ela termina, de forma semelhante aos pontos escolhidos no Método 1. O programa então ajusta uma gaussiana ao perfil da linha desejada. Uma imagem desse ajuste é trazida na Figura B.2.

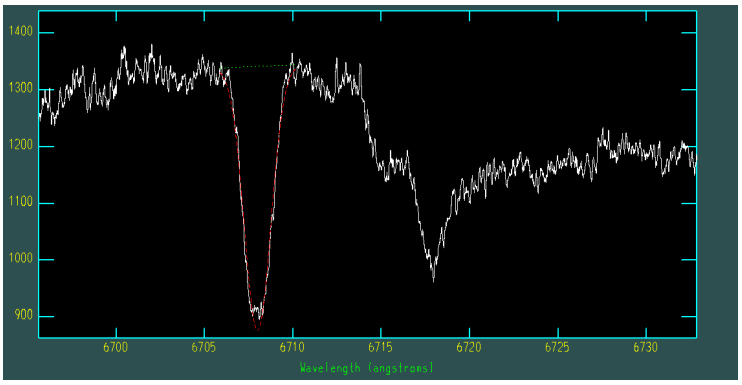

Figura B.2: Ajuste de linha pelo método 2a.

- Método 2b

  Nesse método, pressiona-se a tecla h e depois a tecla c na altura do contínuo no centro da linha. A largura equivalente é calculada a partir da largura a meia altura do ajuste gaussiano da linha. Uma imagem desse ajuste é trazida na Figura B.3.

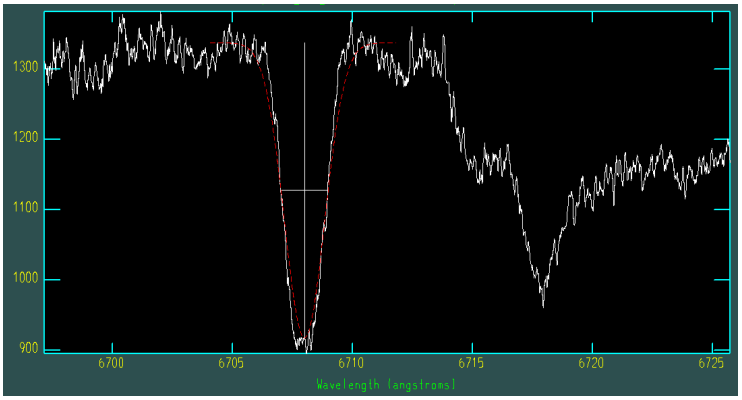

Figura B.3: Ajuste de linha pelo método 2b.