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

João Victor Corrêa Rodrigues

Parâmetros físicos estelares: equilíbrio de excitação e ionização na formação de linhas espectrais

São Paulo
2021

João Victor Corrêa Rodrigues

Parâmetros físicos estelares: equilíbrio de excitação e ionização na formação de linhas espectrais

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 (IAG/USP)

São Paulo

2021

Agradecimentos

Agradeço à minha mãe, Cristina Corrêa Rodrigues, ao meu pai, Adalberto Rodrigues e à minha tia, Cleusa Corrêa, que sempre fizeram de tudo para que eu pudesse perseguir e alcançar meus objetivos. São minha estrutura e de fundamental importância para minha formação como ser humano.

Agradeço também a todos os meus amigos e familiares, que estiveram do meu lado desde o início e assim permanecem até hoje, me apoiando, incentivando e me ensinando, sempre me ajudando a evoluir.

Meus agradecimentos a todos os professores que passaram pela minha vida, das mais diversas disciplinas, que sempre, com muito carinho e dedicação, tentaram transmitir seus conhecimentos e me permitiram enxergar o mundo de uma maneira diferente. Em especial, agradeço à minha orientadora Prof.ª Dr.ª Jane Gregório-Hetem, que, desde o início da graduação em Astronomia, me guiou pela pesquisa científica, sendo sua participação essencial para este trabalho e para minha formação acadêmica e pessoal.

Por fim, agradeço a todas as instituições que me acolheram. Agradeço ao Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas por prestar um excelente trabalho, tanto a mim, quanto para a sociedade como um todo; à Fundação de Amparo à Pesquisa do Estado de São Paulo, FAPESP, pelo apoio financeiro, sob projeto de nº 2020/16251-6, e, ao Conselho Nacional de Desenvolvimento Científico e Tecnológico (CNPq) que também foi responsável pelo fomento de trabalhos que desenvolvi durante o período de graduação.

Esta tese/dissertação foi escrita em LaTeX com a classe IAGTESE, para teses e dissertações do IAG.

Resumo

O estudo de estrelas T Tauri (TT) é de suma relevância na investigação da formação e evolução estelar. Análises espectroscópicas fornecem informações a respeito do ambiente físico em que as linhas espectrais foram formadas, e, por consequência, revelam características e parâmetros de cada uma das estrelas das quais estes espectros provém. Nesse sentido, este trabalho é objetivado principalmente pela obtenção de parâmetros físicos, como temperatura efetiva (T_{eff}), metalicidade [Fe/H], velocidade radial (v_{rad}) e velocidade de rotação projetada ($v \sin i$) de estrelas TT, em particular daquelas associadas à nebulosa Sh 2-296, de forma a comparar com alguns resultados já existentes na literatura, validando a metodologia, e determinar outros que são inéditos. A presente monografia apresenta o estudo relacionado aos parâmetros estelares fundamentais e o desenvolvimento da metodologia para sua determinação a partir de medidas de linhas espectrais. Inicialmente foram utilizados espectros obtidos com o *Gemini Multi-Object Spectrometer* (GMOS), nos quais foram identificadas a emissão da linha Hα e absorção da linha de lítio em 6707,8 Å, algumas das principais características das estrelas TT. Em trabalhos anteriores, a média resolução dos espectros GMOS foi suficiente para classificação espectral baseada em comparação com bibliotecas de espectros. No entanto, os mesmos espectros se mostraram inadequados para identificação e medida de linhas de Fe e outros elementos usados na determinação de parâmetros estelares. Como alternativa para aplicação da metodologia estudada, espectros *Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph* (FEROS) de maior resolução foram investigados, permitindo estimar v_{rad}, $v \sin i$, T_{eff} e [Fe/H] de duas estrelas TT, PDS74 e PDS083, e classificá-las como CTT. Os resultados foram comparados com dados da literatura (quando disponíveis) e demonstraram boa compatibilidade, considerando as incertezas adotadas. Determinar estes parâmetros para uma maior quantidade

de estrelas bem como estimar a gravidade superficial ($\log g$) das mesmas serão alvo das perspectivas futuras do projeto.

Abstract

The study of T Tauri (TT) stars is very important to investigate star formation and stellar evolution. Spectroscopic analysis provides information about the physical conditions where the spectral lines are formed and, therefore, this analysis reveals the characteristics and parameters from each one of the stars from which these spectra came from. Then, the main goal of this work is to obtain physical parameters such as effective temperature (T_{eff}), metallicity [Fe/H], radial velocity (v_{rad}) and rotational velocity ($v \sin i$) for a sample of TT stars, in particular those associated with the Sh 2-296 nebula, and to classify them according to the spectral type, confirming results available in the literature and determining others that are new. This work shows the study related to the fundamental stellar parameters and the development of the methodology for their determination by using spectral line measurements. Initially, spectra obtained with Gemini Multi-Object Spectrometer (GMOS) were used, in which Hα emission line and lithium absorption at 6707,8 Å were identified, some of the main characteristics of the TT stars. In a previous work, the medium resolution of the GMOS spectra was useful for spectral classification based on comparison with spectral libraries. However, the same spectra showed to be inappropriate for identification and measurement of Fe lines and other elements required in the determination of stellar parameters. As an alternative to applying the studied methodology, spectra of higher resolution acquired with the Fiber-fed Extended Range Optical Spectrographs (FEROS) were investigated, allowing to estimate v_{rad}, $v \sin i$, T_{eff} and [Fe/H] of two TT stars, PDS74 and PDS083, and to classify them as CTT. The results were compared with literature data (when available) and showed compatibility, considering the adopted uncertainties. Determining these parameters for other stars as well as estimating their surface gravity (log g) will be the goals of the project's prospects.

Lista de Figuras

1.1 Equação de Bolztmann e Saha combinadas 18
1.2 Linha de absorção típica 19
1.3 Perfis da linha K do Ca II 20
1.4 Comportamento da curva de crescimento 21
1.5 Curva de crescimento para a estrela HD95799 21
1.6 Valores teóricos de largura equivalente da linha do Fe I em λ6705 Å com relação a temperatura efetiva da estrela 24
1.7 Velocidade radial e tangencial de uma estrela 25
1.8 Influência da rotação no espectro de uma estrela 26
1.9 Razão de intensidade residual vs Tipo espectral 27
1.10 Temperatura vs Razão da profundidade de linhas 29
1.11 Comparação espectral entre TT, anãs e gigantes 30

2.1 Presença das linhas do lítio e Hα em emissão nas TT 32
2.2 Classificação entre CTT e WTT 33
2.3 Correlações entre larguras equivalentes nas estrelas TT 34
2.4 Perfis de linha Hα de TT 35
2.5 Perfil de linha P Cygni 36

3.1 Classificação das estrelas TT estudadas por Fernandes et al. (2015) 38
3.2 Presença do Hα e do lítio (λ6708 Å) nos espectros GMOS 40
3.3 Linhas do Li e do Ca nos espectros GMOS 41
3.4 Medidas de largura em 10% do fluxo com os espectros GMOS 43
3.5 Comparação entre largura em 10% do fluxo com largura equivalente 44

4.1 Linhas do Li I λ6708 Å, Fe I λ6710 Å e Ca I λ6718 Å nos espectros FEROS das estrelas PDS74 e PDS83 46
4.2 Perfil da linha Hα e medida da largura em 10% do fluxo desta linha para PDS74 e PDS83 47

Lista de Tabelas

1.1 Abundâncias de alguns elementos da fotosfera solar 23

3.1 Informações dos espectros GMOS das estrelas estudadas 39
3.2 Resultados das medidas dos seis espectros GMOS 42

4.1 Estimativas das velocidades de rotação e radial para as estrelas PDS74 e PDS83 48
4.2 Estimativa das temperaturas para as estrelas PDS74 e PDS83 49
4.3 Estimativas de metalicidade para as estrelas PDS74 e PDS83 50

Sumário

1. Introdução 15
1.1 Níveis de excitação e ionização 16
1.1.1 Equação de Boltzmann 16
1.1.2 Equação de Saha 17
1.1.3 Equações de Boltzmann e Saha combinadas 17
1.2 Linhas espectrais 18
1.2.1 Largura equivalente e curva de crescimento 19
1.2.2 Determinação de abundâncias 23
1.2.3 Velocidades radial e rotacional 24
1.3 Classificação espectral 27

2. Estrelas T Tauri 31
2.1 Critérios de classificação 32
2.2 Perfis de linha de emissão em TTs 33

3. Análise das estrelas TT da nebulosa Sh 2-296 37
3.1 Dados observacionais 37
3.2 Caracterização espectroscópica 39

4. Determinação de parâmetros físicos das estrelas PDS74 e PDS83 45

5. Conclusões e perspectivas futuras 51

Referências 53

Capítulo 1

Introdução

O estudo do perfil de linhas espectrais é fundamental e extremamente útil na obtenção de parâmetros estelares, e, por consequência, das condições físicas do ambiente em que essas estrelas se encontram. Temperatura efetiva (T_{eff}), gravidade ($\log g$), metalicidade [Fe/H], velocidade radial (v_r) e velocidade de rotação projetada ($v \sin i$) são alguns dos principais parâmetros físicos possíveis de serem determinados pelas medidas de linhas, comparação com bibliotecas de espectros e construção de curvas de crescimento, por exemplo.

A obtenção desses parâmetros para estrelas T Tauri (TT) é particularmente interessante por elas serem estrelas jovens de baixa massa — entre 0.5 e 2 $M_\odot$ — e representarem a transição entre protoestrelas, que se encontram cercadas por poeira, e estrelas da sequência principal (Carrol & Ostlie, 2007).

Nesse sentido, objetiva-se neste trabalho a obtenção de parâmetros físicos para estrelas TT, em especial da nebulosa Sh2-296, que é um cenário de formação estelar peculiar (Fernandes et al., 2019), de forma a validar nossa metodologia por meio de comparação com resultados já publicados e de obter parâmetros inéditos. O aprofundamento no estudo da física estatística relacionada com a formação e a intensidade das linhas espectrais e o aprendizado de técnicas para classificação espectral também fazem parte dos objetivos.

Assim, a presente monografia destaca algumas das atividades que foram realizadas e as expectativas quanto ao futuro desta investigação. As Seções 1.1, 1.2 e 1.3 tratam de importantes conceitos e métodos associados à estimativa de parâmetros físicos estelares, enquanto o Capítulo 2 expõe algumas das principais características das estrelas TT, e o Capítulo 3 relata especificamente o estudo realizado em estrelas TT da nebulosa Sh 2-296. A obtenção dos parâmetros físicos das estrelas TT PDS74 e PDS83 é descrita no Capítulo 4. As conclusões e perspectivas de continuação do projeto são apresentadas no Capítulo 5.

1.1 Níveis de excitação e ionização

Uma questão muito importante e que vai além dos ambientes astrofísicos é entender as condições da formação de linhas espectrais que dependem de transições de elétrons entre subníveis atômicos. A intensidade das linhas, por sua vez, é definida de acordo com a população relativa entre os vários níveis atômicos e da distribuição dos átomos nos diversos estágios de ionização. Em geral, este é um problema de difícil resolução, mas na situação de equilíbrio termodinâmico pode ser determinado via equações de Saha e Boltzmann (Rybicki & Lightman, 2004). Essa situação não é rigorosamente satisfeita em estrelas ou outros ambientes astrofísicos, contudo é frequentemente usada como uma aproximação.

1.1.1 Equação de Boltzmann

A equação de Boltzmann fornece informações sobre a distribuição de elétrons nos orbitais de um átomo estabelecendo a razão entre a probabilidade de encontrar um determinado estado S_b de energia E_b em relação à outro estado S_a de energia E_a. Essa equação é baseada na mecânica estatística, que estabelece que há uma menor chance de orbitais de maior energia serem ocupados por elétrons em relação aos de menor energia (Carrol & Ostlie, 2007).

No caso particular de atmosferas estelares o número de átomos é muito grande, de forma que aproxima-se a razão entre essas probabilidades como sendo a própria razão entre o número de átomos em cada um desses estados.

Caso exista mais de um estado quântico com a mesma energia, então estes são chamados de estados degenerados e torna-se necessário contabilizá-los separadamente. Para tanto, adicionam-se pesos estatísticos na equação de Boltzmann, tornando-a mais condizente com o encontrado na natureza. Assim, para os átomos de um dado elemento com um determinado nível de ionização, define-se a equação de Boltzmann como mostra a Equação 1.1:

$$\frac{N_b}{N_a} = \frac{g_b\, e^{-E_b/K_BT}}{g_a\, e^{-E_a/K_BT}} = \frac{g_b}{g_a}\, e^{-(E_b-E_a)/K_BT}, \tag{1.1}$$

na qual E_a e E_b, N_a e N_b são, respectivamente, a energia e o número de átomos de cada estado, g_a e g_b são os pesos estatísticos, que dependem do número de estados degenerados, K_B é a constante de Boltzmann e T é a temperatura da estrela em questão. Portanto, nota-se que esta equação fornece a razão entre o número de átomos em dois níveis de excitação.

1.1.2 Equação de Saha

Com algumas outras informações da estrela além da temperatura, como a energia de ionização necessária para retirar um elétron de um átomo e a função de partição dos estados final e inicial de ionização, é possível realizar uma análise sobre o nível de ionização dos átomos. Tais resultados são obtidos a partir da equação de Saha, que segue lógica similar à equação de Boltzmann.

De acordo com Carrol & Ostlie (2007), a função de partição (Z) é a soma ponderada das diferentes maneiras das quais um átomo pode organizar seus elétrons com a mesma energia. Tal resultado é expresso pela Equação 1.2:

$$Z = \sum_{j=1}^{\infty} g_j \, e^{-(E_j - E_1)/K_B T}. \tag{1.2}$$

A equação de Saha é, portanto:

$$\frac{N_{i+1}}{N_i} = \frac{2Z_{i+1}}{n_e Z_i} \left(\frac{2\pi m_e K_B T}{h^2} \right)^{3/2} e^{-\chi_i / K_B T}, \tag{1.3}$$

com N indicando o número de átomos e os subíndices i e $i+1$ representando dois níveis de ionização consecutivos.

Pela Equação 1.3, é notável que a densidade numérica de elétrons livres (n_e) é extremamente relevante a este cálculo tendo em vista que um elétron livre é produzido a cada ionização de um átomo. Além disso, o fator 2 vem das duas possibilidades do *spin* do elétron, m_e é a massa do mesmo, χ_i é o potencial de ionização e h é a constante de Planck.

Uma alternativa para a descrição dessa equação é feita pela pressão de elétrons, uma vez que ambas são relacionadas por $P_e = n_e K_B T$, resultando em:

$$\frac{N_{i+1}}{N_i} = \frac{2K_B T Z_{i+1}}{P_e Z_i} \left(\frac{2\pi m_e K_B T}{h^2} \right)^{3/2} e^{-\chi_i / K_B T}. \tag{1.4}$$

1.1.3 Equações de Boltzmann e Saha combinadas

Para que haja uma transição atômica, e, por consequência, a formação de uma linha espectral é necessário que determinadas condições de ionização e excitação sejam satisfeitas pelo átomo. Um dos principais parâmetros que define essas condições é a temperatura, e as equações de Boltzmann e Saha são as que juntas fornecem as informações das proporções de átomos em condições da produção de uma linha em específico. A Figura 1.1 exemplifica

o caso das linhas de absorção de Balmer, que são produzidas quando o átomo de H está neutro e seu elétron se encontra no primeiro estado excitado, para uma atmosfera estelar composta apenas de hidrogênio e com $P_e = 20$ N m^{-2}. Por ela é possível observar que as transições de Balmer, como Hα e Hβ, ocorrem com menor frequência para temperaturas menores ou maiores que 9900 K quando comparada à temperatura igual a 9900 K, que é a situação em que a grande maioria dos átomos satisfazem as condições para realizar essas transições. Nas temperaturas menores, para a maior parte dos átomos, o elétron permanece no estado fundamental e nas temperaturas maiores os átomos se encontram ionizados.

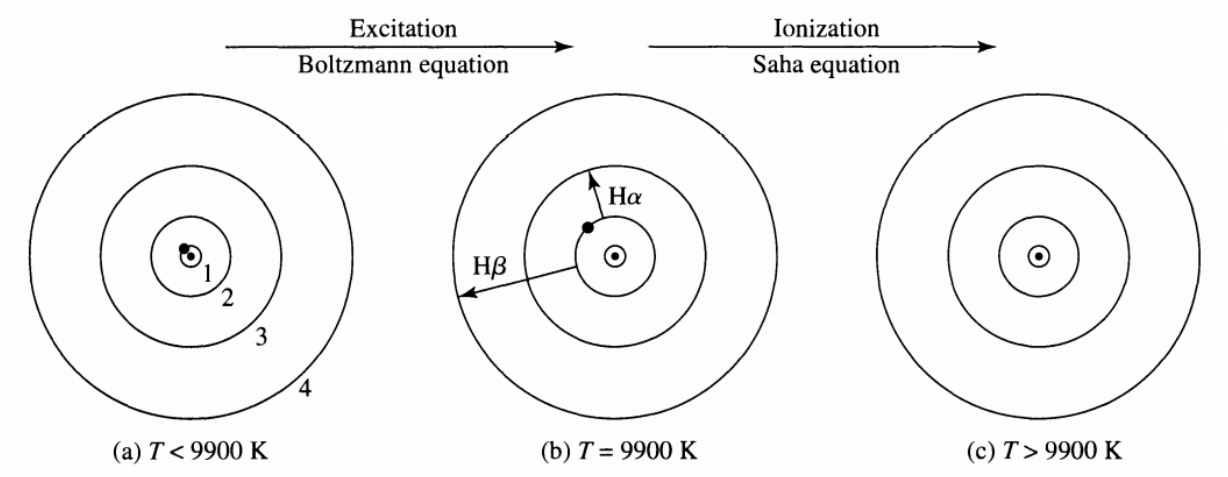

Figura 1.1: Posição do elétron no átomo de H para diferentes temperaturas. A situação (a) mostra o elétron no estado fundamental, (b) no primeiro estado excitado e (c) caracteriza o átomo ionizado. Retirado de Carrol & Ostlie (2007).

1.2 Linhas espectrais

Em um espectro de uma estrela, por exemplo, são observadas diversas linhas, as quais são responsáveis por fornecer uma grande quantidade de informações sobre o ambiente em que foram formadas e os processos físicos que estão relacionados ao seu perfil de linha.

Tais perfis podem ser estreitos ou largos, rasos ou profundos, e os processos responsáveis por alargá-los incluem rotação, alargamento por pressão, turbulência, efeitos de campos elétricos e magnéticos, movimento térmico das partículas e até mesmo a vida média finita nos níveis de energia, relacionado ao princípio de incerteza de Heisenberg (Maciel, 2013).

1.2.1 Largura equivalente e curva de crescimento

Usando uma típica linha de absorção, como na Figura 1.2, ou de emissão, é possível definir a posição central da linha (λ_0) bem como asas, que correspondem aos comprimentos de onda vizinhos a λ_0 e cuja intensidade aproxima-se do contínuo. Nas linhas de absorção, a opacidade do material estelar é maior próximo a λ_0, ou seja, o núcleo da linha foi formado em regiões mais frias e altas da atmosfera estelar. Em concordância com o que é apresentado por Carrol & Ostlie (2007), a profundidade da linha é medida pela quantia $\frac{F_c - F_\lambda}{F_c}$ enquanto a largura equivalente é responsável por indicar a força da linha e é dada por:

$$W = \int \frac{F_c - F_\lambda}{F_c} d\lambda = \int \left(1 - \frac{F_\lambda}{F_c}\right) d\lambda, \tag{1.5}$$

sendo que a integral é feita de um lado ao outro da linha. F_c representa o fluxo contínuo e F_λ o fluxo de radiação medido em um dado comprimento de onda λ. Quando o fluxo de radiação é parcialmente bloqueado, a linha espectral é considerada opticamente fina e $\frac{F_\lambda}{F_c} > 0$. Quando o fluxo é totalmente bloqueado a linha é chamada de opticamente espessa.

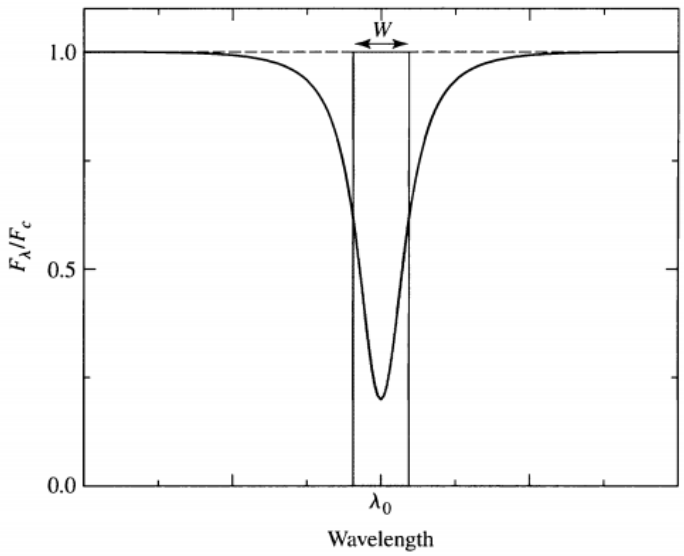

Figura 1.2: Linha de absorção típica. Figura extraída de Carrol & Ostlie (2007).

Uma outra maneira de quantificar a força de uma linha espectral é por meio da largura total a meia altura ($FWHM$ — *full width at half maximum*). Essa medida é a diferença em comprimento de onda de um lado ao outro da linha quando $\dfrac{(F_c - F_\lambda)}{(F_c - F_{\lambda_0})} = \dfrac{1}{2}$.

Como mencionado na Seção 1.1.3, a profundidade da linha espectral depende das condições em que os átomos desse elemento se encontram, uma vez que existem estados mais propícios para produzirem a linha do que outros, e não somente da abundância do elemento que produz a linha em questão. A Figura 1.3 mostra justamente isso, na qual a largura da linha varia com o número de átomos absorvedores (que têm os elétrons no estado propício para produção de determinada linha espectral) por unidade de área. Vale ressaltar que as probabilidades de um elétron realizar uma dada transição, chamadas de forças de oscilador, também são necessárias nessa análise, tendo em vista que algumas transições têm maior probabilidade de ocorrer que outras. Nesse sentido, uma importante ferramenta que relaciona o número de átomos absorvedores com a largura equivalente das linhas produzidas é a curva de crescimento (Figura 1.4).

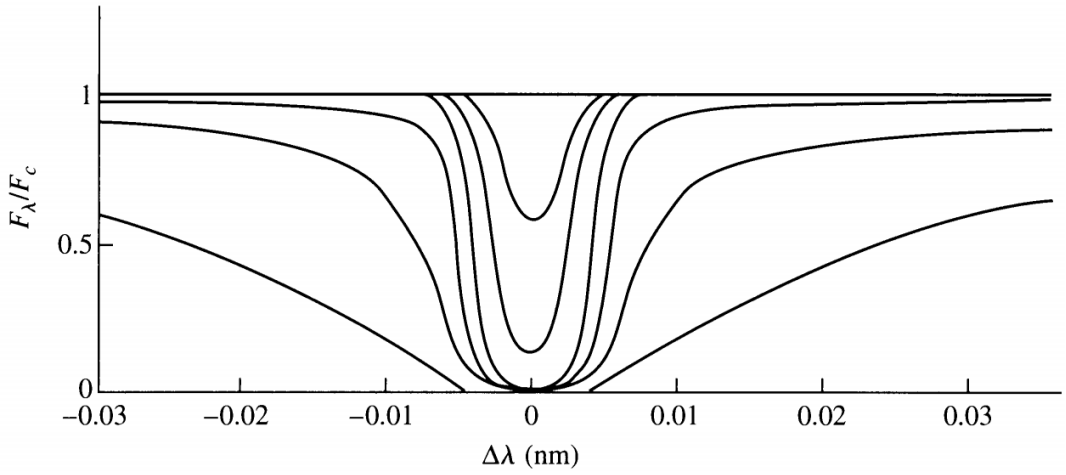

Figura 1.3: Perfis da linha K do Ca II. A linha mais superficial é produzida quando $N_a = 3,4 \cdot 10^{15}$ íons m^{-2}. A cada linha mais larga os íons ficam dez vezes mais abundantes. Figura adaptada de Novotny (1973).

Na Figura 1.4, notam-se três padrões de comportamento para a curva de crescimento. Inicialmente, a linha é fraca e dominada pelo núcleo *Doppler* (relacionado ao alargamento das linhas pelo efeito *Doppler* dos gases em movimento) e a largura equivalente varia linearmente com o número de átomos absorvedores ($W \propto N_a$). Conforme o N_a cresce, a linha vai se tornando opticamente espessa até saturar. Nessa fase, a largura equivalente é proporcional a $\sqrt{\ln N_a}$. Mais adiante, numa terceira fase, a curva é regida pela relação $W \propto \sqrt{N_a}$. A expressão geral desta curva depende da solução para a equação de transporte radiativo relacionado à produção da linha, levando em conta a profundidade óptica τ_λ (Maciel, 2013). Um exemplo de ajuste de curva de crescimento encontrado na

literatura é mostrado na Figura 1.5 em um estudo sobre gigantes ricas em lítio realizado por Castilho et al. (2000), que visava checar o equilíbrio de excitação das linhas de ferro e estimar metalicidade e velocidade de microturbulência.

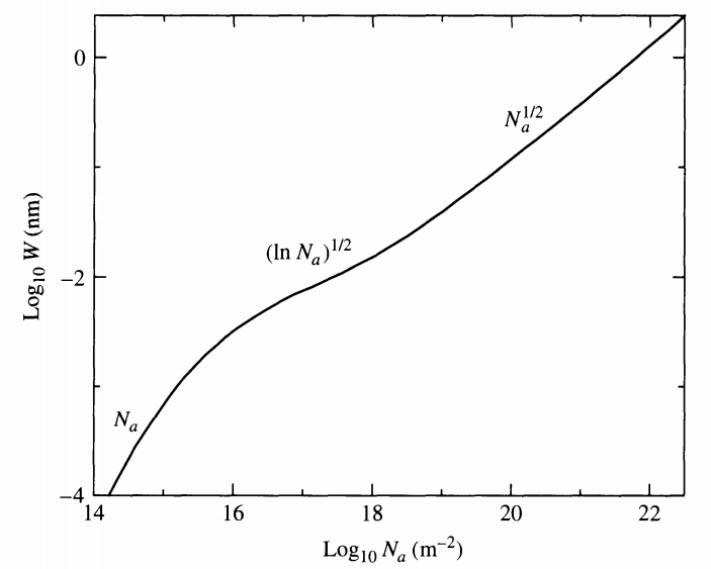

Figura 1.4: Curva de crescimento apresentando diferentes fases de comportamento na variação da largura equivalente em função do número de átomos que produzem a linha espectral. Adaptado de Aller (1963).

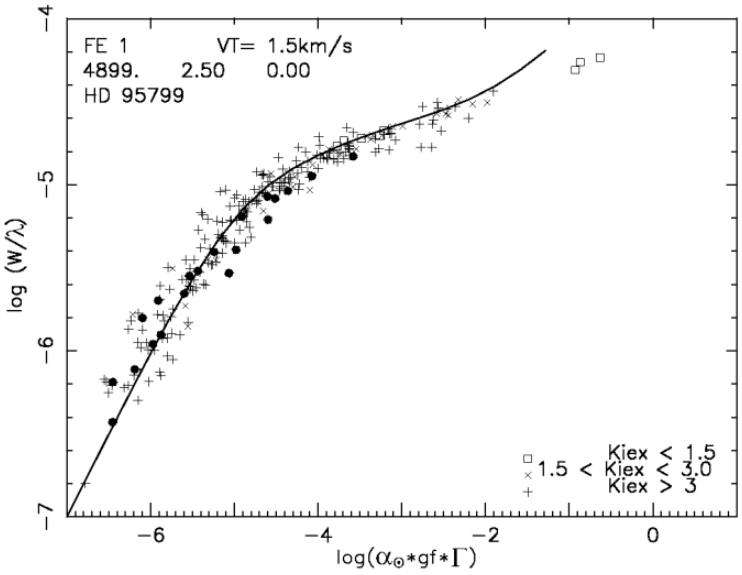

Figura 1.5: Curva de crescimento das linhas de Fe para a estrela HD95799. Diferentes símbolos são usados para indicar três faixas de potencial de excitação. As linhas de Fe II são indicadas por símbolos cheios. A linha cheia representa a curva teórica de crescimento, $\alpha_{\odot}$ a abundância solar do elemento, gf a probabilidade da transição que gera a linha e Γ é uma função do elemento e do modelo estelar usado. Figura extraída de Castilho et al. (2000).

De acordo com Reggiani (2019) é possível descrever a relação entre a abundância e a largura equivalente como na Equação 1.6:

$$\log\left(\frac{W}{\lambda_0}\right) = B + A_X + \log\left(g_0 f\right) + log\lambda_0 - (\chi_e \cdot \theta_{ex}) - \log(k_c), \tag{1.6}$$

com W representando a largura equivalente conforme definida anteriormente; λ_0 o comprimento de onda central da linha; B uma constante determinada para uma dada estrela e para um dado íon; A_X a abundância; k_c a opacidade do contínuo; $\log\left(g_0 f\right)$ refere-se ao logaritmo da força de oscilador (f) multiplicado por um peso estatístico (g_0); χ_e é o potencial de excitação; e θ_{ex} é dado por $\frac{5040}{T_{eff}}$ com T_{eff} a temperatura efetiva do corpo.

A análise diferencial surge como uma alternativa para casos específicos visando a redução de possíveis erros encontrados em decorrência do uso dos diversos dados atômicos. Tal método é descrito no trabalho de Reggiani (2019) e empregado quando são analisadas estrelas parecidas entre si.

Com o valor de largura equivalente medida para uma dada linha de uma dada estrela, é possível comparar ao que foi medido em uma "estrela padrão", que melhor representa a amostra de estrelas e possui os dados estelares mais confiáveis — de preferência extraídos por outros métodos que não a espectroscopia a fim de evitar dependência entre os resultados. Além disso, alguns fatores que colaboram para a confiabilidade dos resultados são a alta relação sinal/ruído (S/N) e alta resolução do espectro.

A partir deste método, obtemos:

$$\log\left(\frac{W}{\lambda_0}\right)_\alpha - \log\left(\frac{W}{\lambda_0}\right)_\beta = \log\left(\frac{W_\alpha}{W_\beta}\right) = A_{x\,\alpha} - A_{x\,\beta} - \chi_e(\theta_{ex\,\alpha} - \theta_{ex\,\beta}) - \log\left(\frac{k_{c\,\alpha}}{k_{c\,\beta}}\right), \tag{1.7}$$

sendo o índice α é relacionado à primeira estrela e β à segunda. Nota-se que os termos que dependiam dos dados atômicos foram cancelados.

Reggiani (2019) ainda complementa tal análise para os casos em que as estrelas em questão são consideradas gêmeas. Define-se gêmeas as estrelas que possuem uma diferença de temperatura menor que 100 K; $\log g$ (g denota a gravidade) e metalicidade diferindo em até 0,1 dex. Nesses casos, os termos que envolvem a temperatura são praticamente cancelados e reduz-se a Equação 1.7 a

$$\log\left(\frac{W_\alpha}{W_\beta}\right) \approx A_{x\,\alpha} - A_{x\,\beta}. \tag{1.8}$$

Nos casos em que as estrelas são parecidas, mas não necessariamente gêmeas, então ainda existem diferenças devidas à temperatura efetiva, apesar da opacidade média ser comparável entre elas. Nessa situação, tem-se:

$$\log\left(\frac{W_\alpha}{W_\beta}\right) \approx A_{x\,\alpha} - A_{x\,\beta} - (\theta_{ex\,\alpha} - \theta_{ex\,\beta}). \tag{1.9}$$

1.2.2 Determinação de abundâncias

No presente trabalho, adotamos a notação para a abundância de um elemento em uma estrela apresentada por Reggiani (2019), como segue:

$$A_X = \log\left(\frac{N_X}{N_{\rm H}}\right) + 12, \tag{1.10}$$

na qual N representa o número de átomos, o subíndice X indica um dado elemento e o subíndice H indica o hidrogênio. Já o número 12 aparece como um fator de escala, uma vez que essa é a abundância do hidrogênio. A Tabela 1.1 ilustra algumas abundâncias encontradas no Sol.

Tabela 1.1 - Abundâncias de alguns elementos da fotosfera solar. Adaptada de Grevesse & Sauval (1998).

Elemento	Número atômico	Abundância relativa (log)
Hidrogênio	1	12,00
Hélio	2	10,93 ± 0,004
Oxigênio	8	8,83 ± 0,06
Carbono	6	8,52 ± 0,06
Neônio	10	8,08 ± 0,06
Nitrogênio	7	7,90 ± 0,06
Magnésio	12	7,58 ± 0,05
Silício	14	7,55 ± 0,05
Ferro	26	7,50 ± 0,05
Enxofre	16	7,33 ± 0,11
Alumínio	13	6,47 ± 0,07
Argônio	18	6,40 ± 0,06
Cálcio	20	6,36 ± 0,02
Sódio	11	6,33 ± 0,03
Níquel	28	6,25 ± 0,04

Utilizando a Equação 1.10 é possível comparar a abundância do ferro em uma estrela qualquer com a do Sol, resultando na definição de metalicidade adotada por Reggiani (2019):

$$\left[\frac{\mathrm{Fe}}{\mathrm{H}}\right] = \log\left(\frac{N_{\mathrm{Fe}}}{N_{\mathrm{H}}}\right) - \log\left(\frac{N_{\mathrm{Fe}}}{N_{\mathrm{H}}}\right)_{\odot}. \tag{1.11}$$

Um exemplo de determinação de abundância do ferro na literatura é encontrado em Padgett (1996), que, utilizando uma inversão de curvas de crescimento elaboradas a partir de modelos de atmosferas estelares (fornecidos por B. Gustafsson, 1988, de acesso privado) construiu curvas de isoabundâncias correlacionando a temperatura efetiva da estrela com a largura equivalente de algumas linhas do Fe. Tais curvas são mostradas na Figura 1.6 para o caso da linha λ6705 Å.

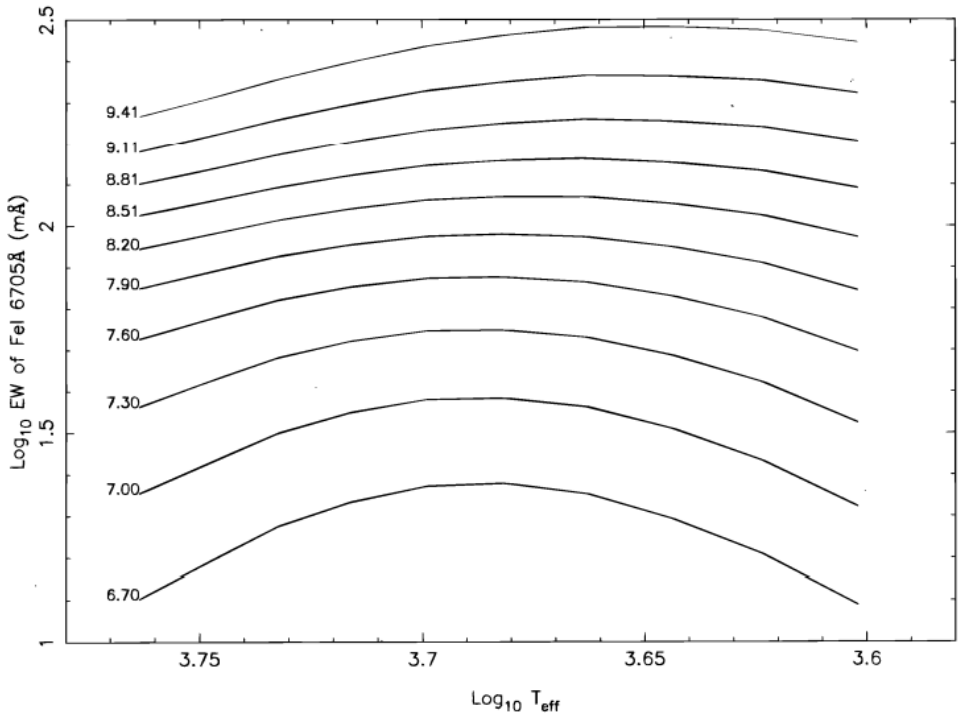

Figura 1.6: Valores teóricos de largura equivalente da linha do Fe I em λ6705 Å obtidos em função da variação da abundância (indicada pelas curvas) e da temperatura efetiva. As curvas são relativas à $\log N(\mathrm{H}) = 12,00$. Retirado de Padgett (1996).

1.2.3 Velocidades radial e rotacional

A velocidade de uma estrela com respeito a um determinado observador pode ser separada em duas componentes: velocidade tangencial v_t e velocidade radial v_r (vide Fi-

gura 1.7). A velocidade radial é a que se dá ao longo da linha de visada do observador enquanto a tangencial é perpendicular a esta. A Equação 1.12[1] relaciona a velocidade radial ao efeito Doppler, no qual ocorre um deslocamento do comprimento de onda observado em comparação com o emitido, $\Delta\lambda = \lambda - \lambda_0$. Um *blueshift* ou deslocamento das linhas espectrais para o azul se relaciona a uma aproximação da estrela em relação ao observador. Já um *redshift*, ou deslocamento para o vermelho, indica que a estrela está se afastando do observador.

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} = \frac{v_r}{c}. \tag{1.12}$$

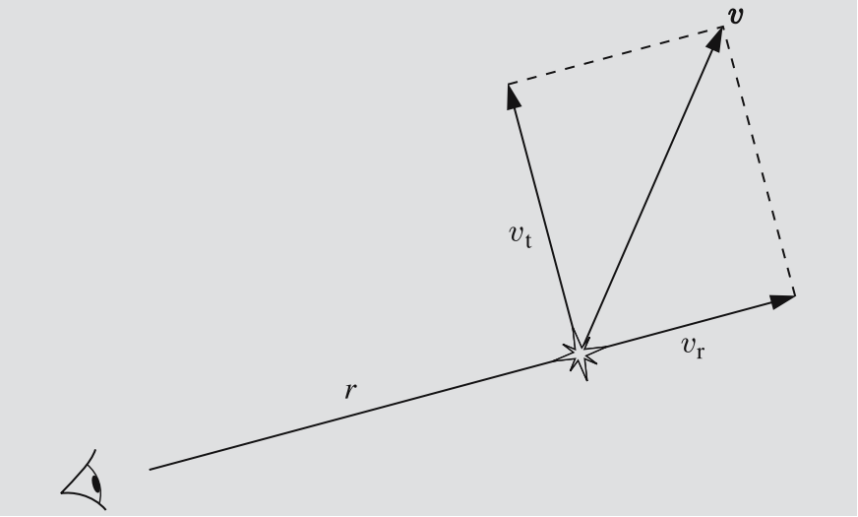

Figura 1.7: Componentes tangencial (v_t) e radial (v_r) da velocidade v de uma estrela. Figura obtida de Karttunen et al. (2007).

Além das velocidades radial e tangencial, outro parâmetro importante a ser considerado é a velocidade de rotação da estrela. A rotação das estrelas gera um alargamento das linhas espectrais (Figura 1.8) uma vez que os fótons que formam uma das bordas estão se aproximando do observador e os fótons que produzem a outra borda estão se afastando, fazendo com que a radiação proveniente dessas bordas sofra um deslocamento Doppler (Karttunen et al., 2007). Contudo, é importante ressaltar que a velocidade de rotação observada é medida na direção paralela à linha de visada, portanto é a velocidade de rotação projetada $v \sin i$, onde i é o ângulo entre a linha de visada e o eixo de rotação.

[1] Válida para casos não relativísticos quando $v_r << c$. Caso contrário deve ser usada a fórmula relativística.

Strassmeier et al. (1990) propõem que a determinação de $v \sin i$ pode ser feita por meio de uma média entre valores de $FWHM$ de linhas na região de 6430 Å do espectro (como por exemplo linhas de Fe I e Ni I entre 6100 Å e 6780 Å) utilizando a relação

$$v \sin(i) = 0,591 \left\{ \left[\frac{c}{\lambda} (FWHM^2_{OBS} - FWHM^2_{INSTR})^{1/2} \right]^2 - \xi^2 \right\}^{1/2}, \tag{1.13}$$

sendo $FWHM_{OBS}$ as medidas realizadas no espectro estelar e $FWHM_{INSTR}$ um valor instrumental dado a partir da medida das linhas do espectro de lâmpadas de comparação. ξ é a macroturbulência que vale 3 km/s (Gray, 1982), com exceção das gigantes com tipo espectral G5 ou mais quentes (nesse caso considera-se 5 km/s). A constante 0,591 é um valor determinado empiricamente.

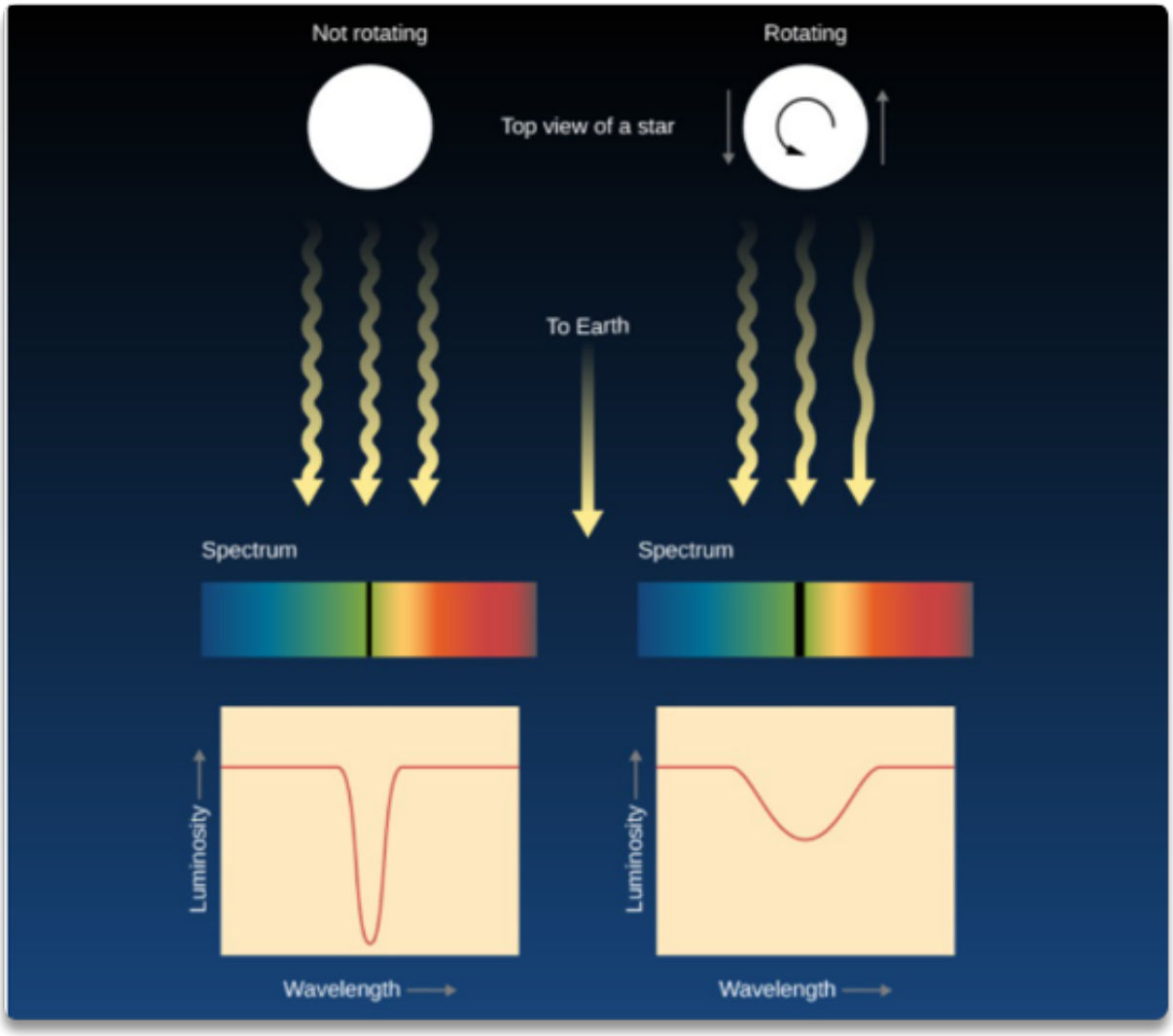

Figura 1.8: Influência da rotação estelar em seu espectro. Uma estrela com rotação apresenta um perfil de linha mais alargado. Figura retirada de Fraknoi et al. (2016).

1.3 Classificação espectral

A classificação espectral das estrelas já foi feita usando diferentes métodos ao longo da história, mas atualmente está intimamente relacionada à temperatura, sendo, portanto, uma importante ferramenta para estudar as propriedades comuns em cada classe. Uma estimativa de tipo espectral pode levar a uma estimativa de T_{eff} e vice-versa. Dentre as diversas maneiras para obtenção do tipo espectral, uma delas é usar a razão de intensidades residuais de inúmeras linhas sensíveis à temperatura. De acordo com Strassmeier & Fekel (1990), razões úteis neste tipo de classificação são aquelas que apresentam uma relação íngreme em função do tipo espectral, como por exemplo a razão Fe II λ6432 Å / Fe I λ6430 Å (Figura 1.9).

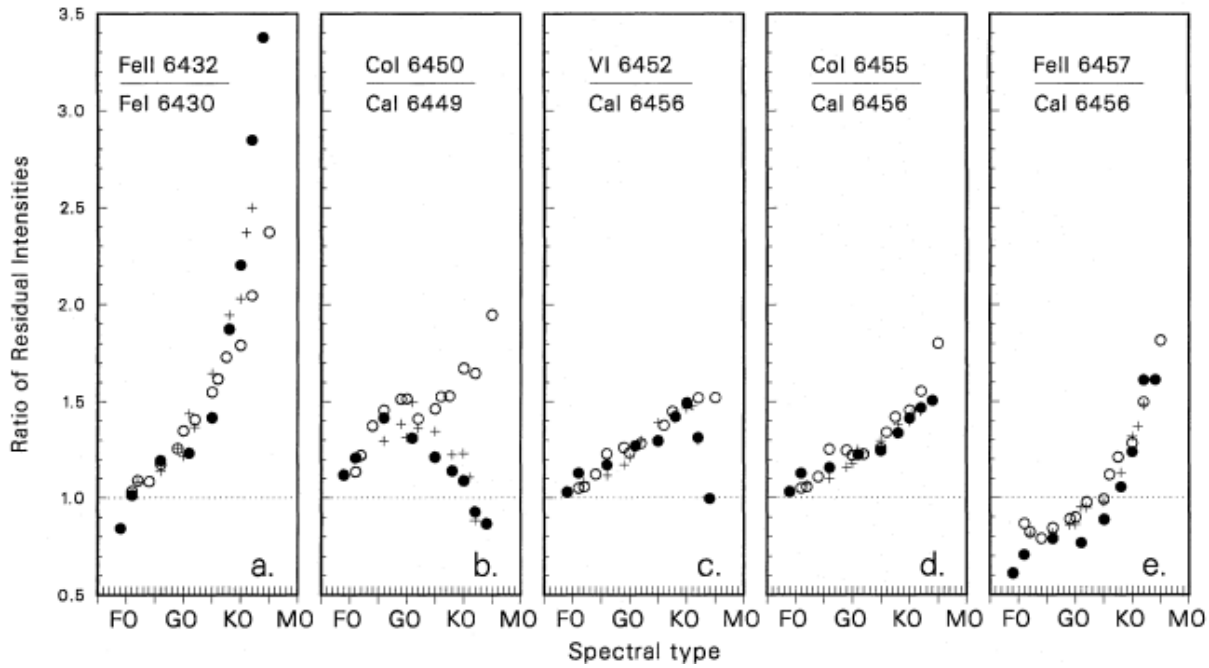

Figura 1.9: Razão de intensidade residual vs Tipo espectral de 5 diferentes pares de linhas. Círculos cheios, + e círculos abertos representam respectivamente classe de luminosidade III, IV e V. Retirado de Strassmeier & Fekel (1990).

De maneira similar, um trabalho realizado por Kovtyukh et al. (2003) mostrou que o fato de linhas de alto e baixo χ_e responderem de maneiras desiguais à variação de T_{eff} faz com que a razão delas seja um bom indicativo de temperatura. A escolha das linhas usadas teve como base os seguintes critérios: (1) os potenciais de excitação deveriam diferir o máximo possível; (2) as linhas deveriam ser próximas em comprimento de onda, até no máximo 70 Å ($\lambda_2 - \lambda_1 < 70$ Å) e estar em regiões livres de absorções telúricas;

(3) também deveriam ser fracas o suficiente para evitar possíveis dependências com microturbulência, rotação e metalicidade (Maldonado et al., 2015, sugerem o uso de linhas com 20 mÅ $< W <$120 mÅ). As calibrações finais encontradas por este grupo são reproduzidas na Figura 1.10 e resultaram em diferenças menores que 10 K para a maioria das estrelas analisadas quando comparados a outros valores da literatura. Nesse trabalho em particular foram usadas estrelas anãs de tipos espectrais F, G e K e metalicidade -0.5<[Fe/H]<0.5, mas Padgett (1996) já havia estimado temperaturas de 30 estrelas TT usando a mesma ideia com cinco razões de linhas de Fe I e V I.

Apesar disso, historicamente, estrelas TT de tipos espectrais entre K7 a M0, por exemplo, têm suas classificações feitas por meio da comparação com o espectro de estrelas anãs (e.g., Basri & Batalha, 1990), contudo para os tipos espectrais mais frios as anãs apresentam certas diferenças com relação ao espectro das TT. Aparentemente essas diferenças são devidas à sensibilidade à gravidade de bandas moleculares de absorção que dominam o espectro nessas temperaturas (e.g., TiO, VO; Torres-Dodgen & Weaver, 1993).

Dessa forma, White & Basri (2003) propuseram que espectros de estrelas TT de tipos ∼M5.5 ou superior têm melhor correspondência com estrelas anãs com o devido alargamento rotacional, como por exemplo a TT MHO-9, de tipo espectral M5, (espectro pontilhado no painel superior da Figura 1.11), enquanto para TTs ∼M6 ou mais frias, a melhor correspondência é dada por um espectro médio entre anã e gigante, como é o caso da TT MHO-5 de tipo M7 (espectro pontilhado no painel inferior da Figura 1.11). Com os devidos espectros *template* bem definidos pode-se comparar prioritariamente uma região do espectro sensível à temperatura (e.g. 8360 − 8480 Å) para obter uma estimativa do tipo espectral, e confirmá-la usando outras porções do espectro. Esse procedimento é mais uma alternativa na estimativa de temperatura e tipo espectral de uma estrela.

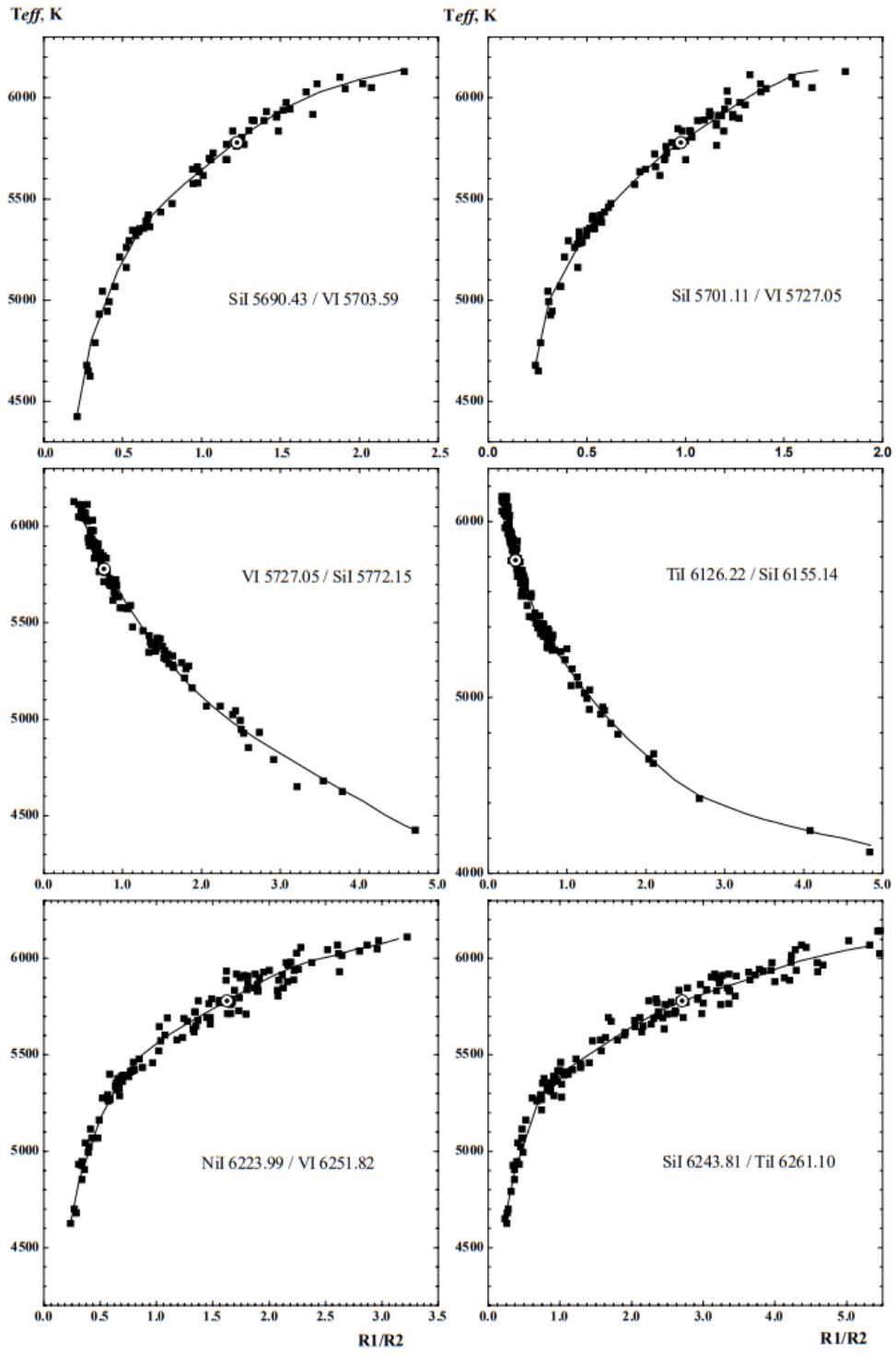

Figura 1.10: Calibrações de temperatura vs Razão da profundidade de linhas. As temperaturas mostradas são uma média obtida a partir das diversas calibrações feitas para uma mesma estrela e seus erros são menores que o tamanho do próprio símbolo. Já o erro típico de uma razão de linhas obtido é 0.02-0.05. O Sol é destacado com o símbolo $\odot$. Extraído de Kovtyukh et al. (2003).

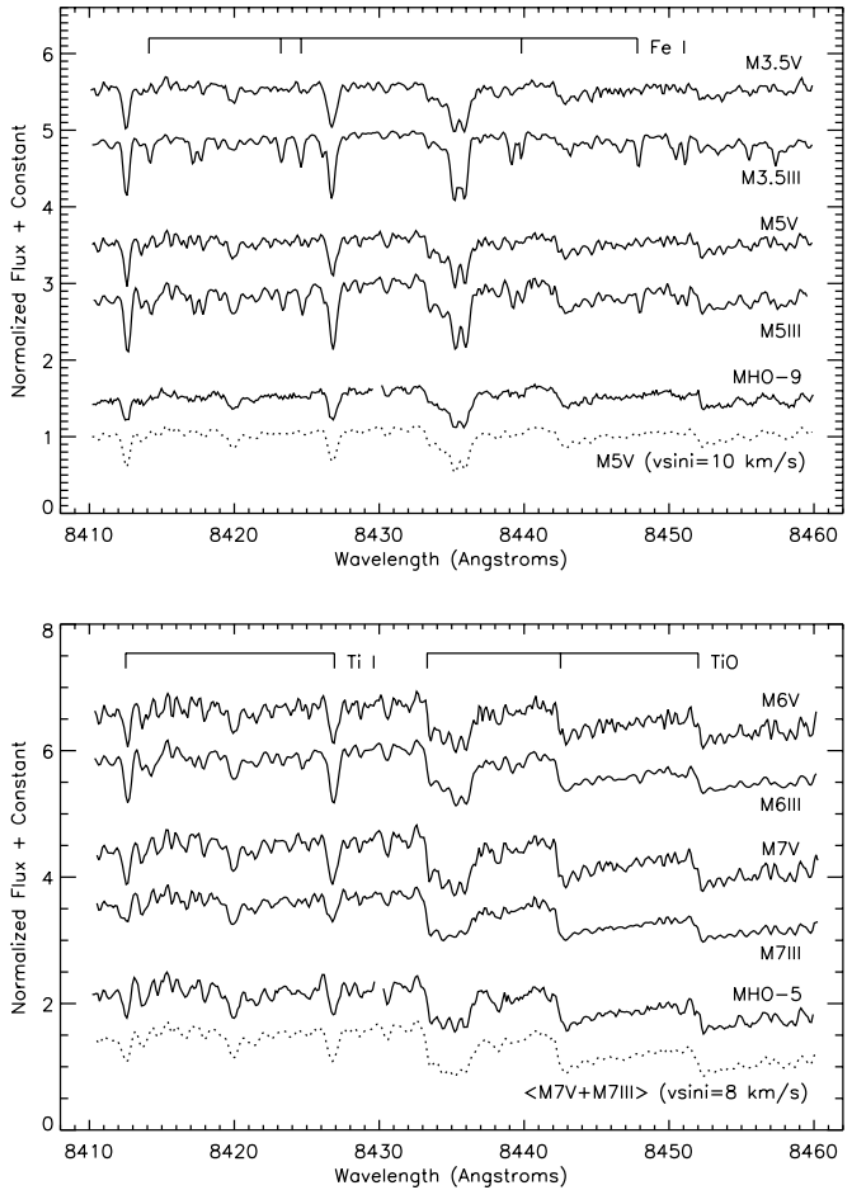

Figura 1.11: Linhas espectrais de transições atômicas sensíveis à luminosidade (como Fe I) diferenciam anãs de gigantes de tipos espectrais *early-* a *mid-*M (figura de cima). De forma parecida com o que acontece nas anãs, essas características são fracas no espectro de *early-* a *mid-*M das TTs. Já em tipos espectrais mais frios, bandas moleculares dominam o espectro tanto de gigantes como de anãs, mas a força dessas bandas é sensível à luminosidade (figura de baixo). O espectro de *mid-* e *late-*M TTs apresentam bandas com forças intermediárias entre anãs e gigantes. Retirado de White & Basri (2003).

Capítulo 2

Estrelas T Tauri

Estrelas T Tauri (TT) são estrelas jovens, de baixa massa — entre 0,5 e 2 $M_{\odot}$ — e representam a transição entre protoestrelas, que se encontram cercadas por gás e poeira, e estrelas da sequência principal (Carrol & Ostlie, 2007).

Essa fase da evolução estelar, conhecida como Pré-Sequência Principal (PSP) tem como algumas de suas características processos de ejeção e acreção relacionados à intensa atividade estelar. Os indícios dessas são expressos de diversas maneiras, dentre as quais estão: excesso de infravermelho, — o que pode ser vantajoso para algumas análises, considerando que a extinção é menor nesses comprimentos de onda (Gregorio-Hetem et al., 1992) — variabilidade fotométrica e emissão de raios-X, além da presença das linhas H e K do Ca II e diversas linhas do ferro. A presença da linha de absorção do lítio (λ6708 Å) é um indicativo da juventude da estrela (e.g. Fernandes et al., 2015), pois à medida que a estrela evolui, os movimentos convectivos da atmosfera trazem o lítio de sua superfície para as regiões mais quentes de seu interior, onde o elemento é destruído.

Estrelas T Tauri (TT) com disco, chamadas T Tauri Clássicas (CTT), apresentam linha Hα muito intensa e em emissão cuja produção está relacionada à acreção circunstelar, na qual a queda do material do disco para a estrela causa o aquecimento da região de choque. Existem também as T Tauri de linhas fracas (WTT), que têm idade similar às CTTs, porém apresentam características circunstelares diferentes, sendo a emissão em Hα unicamente devida à atividade cromosférica da estrela (Fernandes et al., 2015). Dessa forma, a presença da linha Hα em emissão e do Li em absorção de forma simultânea, como mostrado na Figura 2.1, pode servir como um bom indicativo para que uma estrela seja considerada TT, apesar de não ser totalmente determinante, dada influência de efeitos como velamento. Maior detalhamento entre a subdivisão de CTT e WTT são descritos na

Seção 2.1, enquanto a Seção 2.2 trata algumas das particularidades dos perfis de emissão das linhas nessas estrelas.

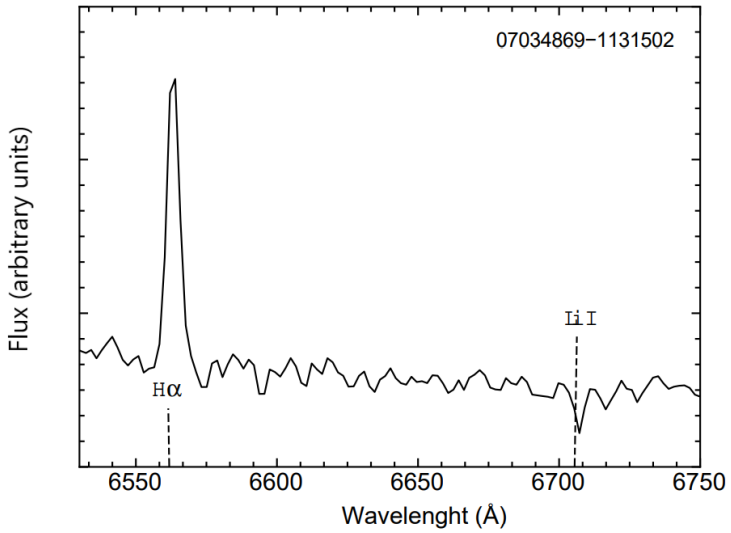

Figura 2.1: Corte entre 6500 Å e 6750 Å no espectro observado para uma estrela TT. As linhas de absorção do lítio e de Hα em emissão são destacadas (Figura extraída de Fernandes et al., 2015).

2.1 Critérios de classificação

No passado as WTT eram diferenciadas das CTT adotando-se o limite $W_{H\alpha} < 10$ Å (Appenzeller & Mundt, 1989). Contudo, um único parâmetro $W_{H\alpha}$ não é suficiente para distingui-las devido ao "efeito de contraste" (ver Basri & Marcy, 1995). Um exemplo disso é o caso de cromosferas de uma *late*-M e uma *early*-K igualmente saturadas. Nessa situação a emissão Hα seria mais proeminente na estrela de tipo M, devido ao contínuo fotosférico reduzido perto de 6500 Å como indicam White & Basri (2003). Os mesmos autores propõem duas alternativas para isso: uma classificação que varia com o tipo espectral e outra que usa apenas a largura em 10% do fluxo do Hα.

No primeiro caso, o critério para uma estrela ser considerada CTT é apresentar a linhas Hα com largura equivalente $W > 3$ Å caso a estrela tenha tipo espectral entre K0 e K5, $W > 10$ Å para estrelas K7 a M2.5, $W > 20$ Å para M3 a M5.5 e $W > 40$ Å para M6 a M7.5. Usando a presença de velamento óptico para indicar acreção, os resultados encontrados por eles mostram que essa classificação está correta 95% das vezes. Já a segunda alternativa considera CTT estrelas TT com largura em 10% do fluxo de emissão em Hα maior que

270 km/s, e novamente usando o velamento óptico na identificação de acreção, esse critério está correto 98% das vezes. A escolha de 10% do fluxo foi tomada de maneira subjetiva, mas é alta o suficiente para distinguir o nível do contínuo e pequena o suficiente para evitar tendências introduzidas pela superposição de componentes em absorção deslocadas para o azul. A Figura 2.2 ilustra estes resultados, onde estrelas K0-K5 são mostradas com círculos, K7-M2.5, quadrados, M3-M5.5 pentágonos e M6-M7.5 triângulos.

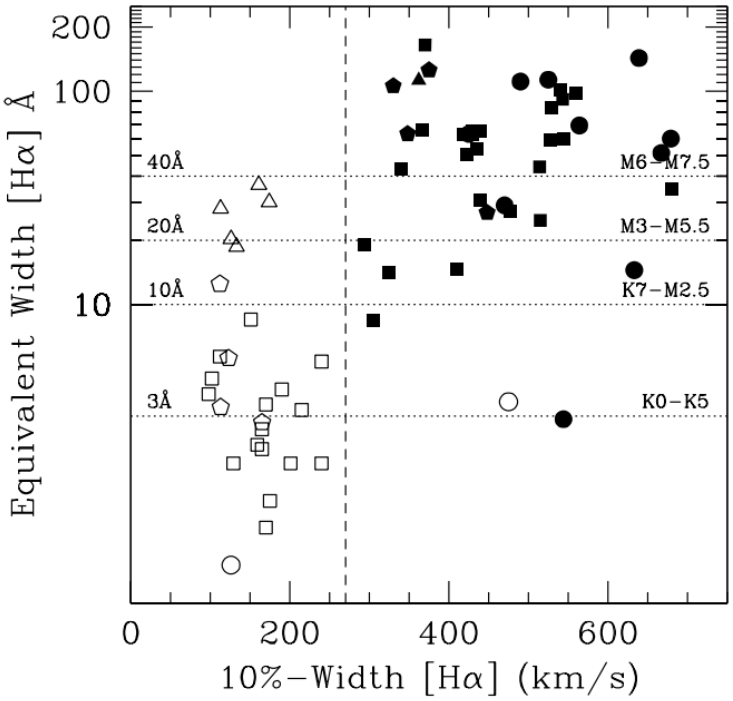

Figura 2.2: Critério de separação entre estrelas WTT, cujas medidas de largura equivalente de Hα são menores (limites definidos por linhas pontilhadas) e as CTT (que apresentam maiores larguras equivalentes). Diferentes símbolos indicam as diferentes faixas de tipos espectrais. As estrelas com velamento são representadas por símbolos cheios. (Figura obtida de White & Basri, 2003).

2.2 Perfis de linha de emissão em TTs

O estudo de perfis de linhas espectrais bem como das componentes individuais que compõem este perfil é muito útil na determinação de características da estrela. A existência de correlações entre fluxos de diferentes linhas e/ou componentes podem indicar regiões de formação em comum ou processos físicos que afetam ambas as linhas/componentes.

Alencar & Basri (2000) citam algumas correlações encontradas que envolvem as larguras equivalentes corrigidas (W^0_{eq}) do velamento V (Equação 2.1). São elas, por exemplo, entre

as componentes de emissão das linhas de Balmer e entre a linha Hα inteira e a linha do He I λ5876 Å(Figuras 2.3, painel da esquerda).

$$W^0_{eq} = W_{eq}(V + 1). \tag{2.1}$$

Uma outra correlação importante encontrada por eles envolve as componentes de absorção[2] e emissão da linha Hα e a linha do Ca II λ8498 Åcom as taxas de acreção de massa $\dot{M}$ (Figura 2.3, painel da direita). O fluxo das componentes de absorção e de emissão parecem crescer conforme a taxa de acreção aumenta.

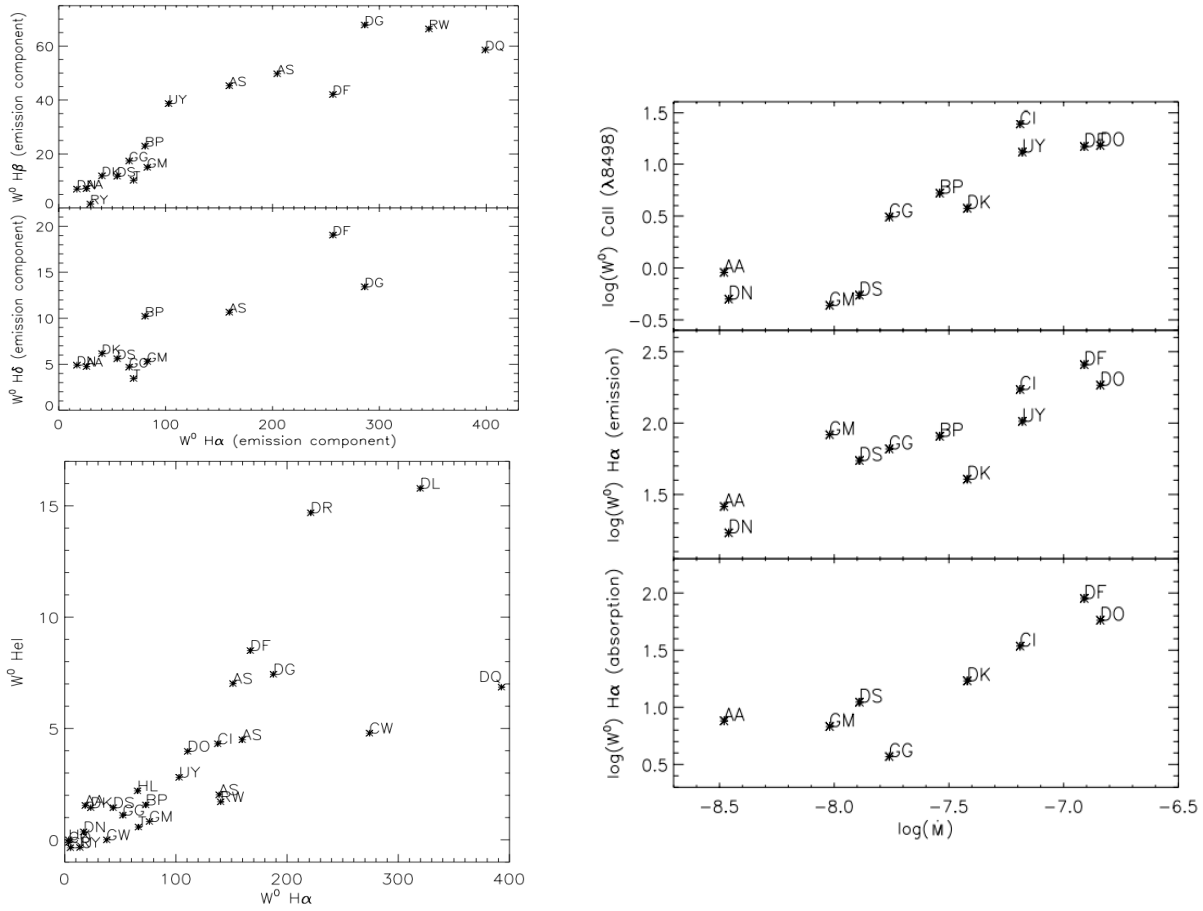

Figura 2.3: Exemplo de correlações entre larguras equivalentes. Figuras retiradas de Alencar & Basri (2000). No canto esquerdo superior é mostrada W^0_{eq} nas componentes de emissão — série de Balmer. No canto esquerdo inferior, W^0_{eq} para Hα e He I λ5876 Å. No lado direito, relação entre $\dot{M}$ com W^0_{eq} da linha Ca II λ8498 Åe componentes de emissão e absorção do Hα.

[2] Os resultados para as componentes de absorção não são tão confiáveis quanto os de emissão, pois dentre as estrelas analisadas por Alencar & Basri (2000), poucas apresentavam essa característica com valores de $\dot{M}$ publicados.

A morfologia das linhas também é uma ferramenta importante nesse estudo. CTTs com ventos, por exemplo, exibem uma componente de absorção deslocada para o azul nas linhas de Balmer e de Na D (sendo mais comum em Hα — Figura 2.4), uma vez que a parte retrocedente do vento é bloqueada pelo disco na direção de visada do observador. Algumas estrelas com fortes ventos podem ainda apresentar um perfil P Cygni (largo pico de emissão sobreposto de uma componente em absorção deslocada para o azul — Figura 2.5). Há casos em que a componente de absorção está deslocada para o vermelho ao invés do azul, caracterizando um perfil P Cygni inverso que indica acreção de massa (Alencar & Basri, 2000).

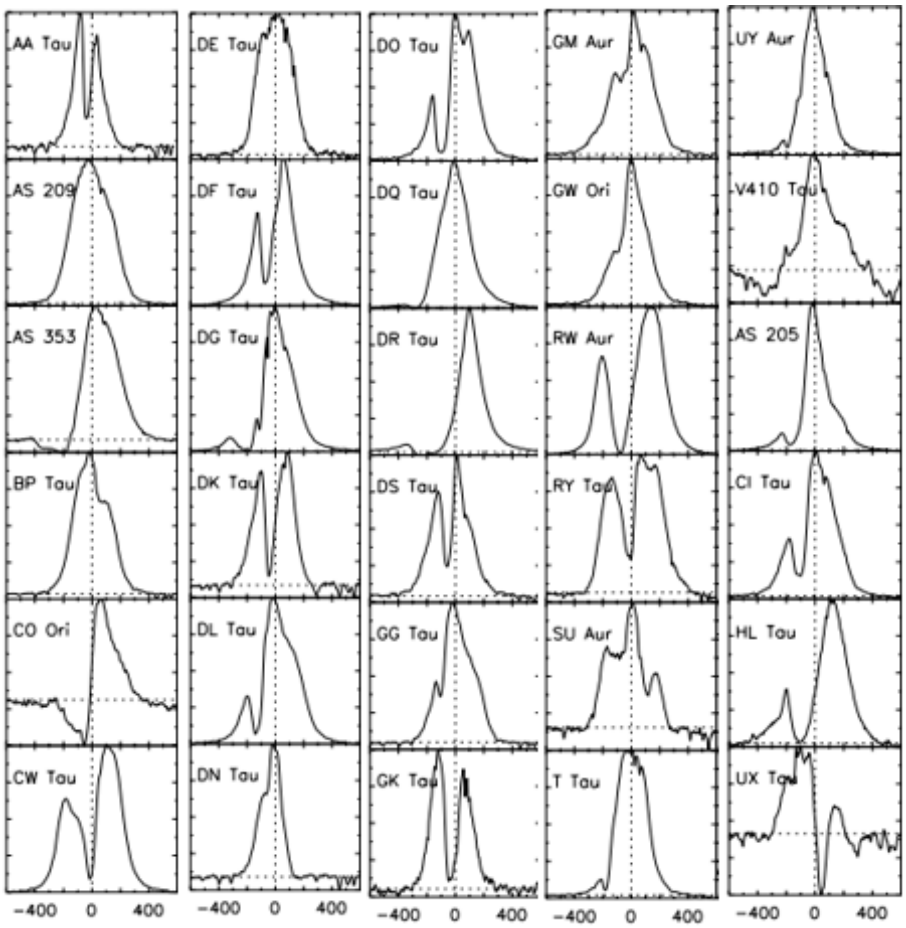

Figura 2.4: Exemplos de perfis de linha Hα normalizados pelo contínuo, agrupados e suavizados. A linha pontilhada horizontal representa o nível do contínuo. As linhas pontilhadas verticais são o centro da linha espectral no referencial de repouso da estrela. Adaptado de Alencar & Basri (2000).

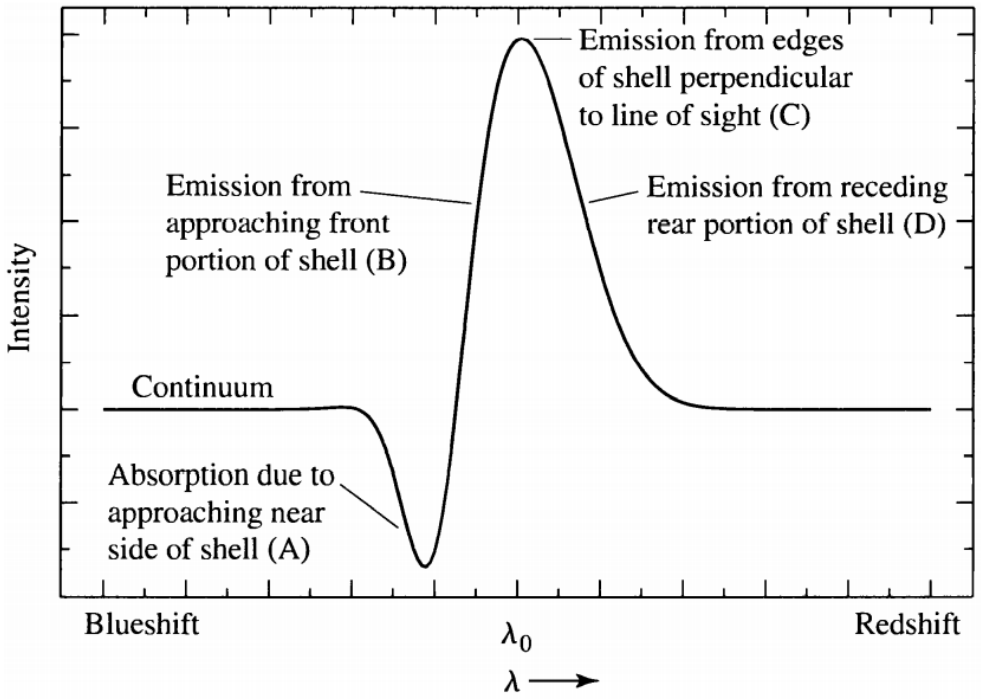

Figura 2.5: Perfil de linha P Cygni — Retirado de Carrol & Ostlie (2007).

Capítulo 3

Análise das estrelas TT da nebulosa Sh 2-296

Sh 2-296 é uma nebulosa de borda brilhante que está associada com a região de formação estelar Canis Major OB1/R1. De acordo com Fernandes et al. (2019), Sh2-296 faz parte de uma estrutura em forma de concha em expansão. Com base no movimento próprio de estrelas do tipo *runway* associadas à região, esses autores sugerem que tal cenário de formação estelar pode estar associado a pelo menos três eventos de supernovas.

Fernandes et al. (2015) desenvolveram uma investigação sobre fontes de raios-X detectadas pelo satélite *X-ray Multi-Mirror* (XMM) que proporcionou um melhor entendimento sobre essa região, tendo em vista que essa característica tem sido usada eficientemente na descoberta de grandes amostras de estrelas de PSP (ver a revisão de Feigelson & Montmerle, 1999).

Nesse sentido, haviam sido obtidos espectros na faixa do visível com média resolução (R$\sim$1900), suficientes para fornecer informações sobre as linhas Hα e Li λ6708 Å com o *Gemini Multi-Object Spectrometer* (GMOS) para classificar as contrapartidas ópticas das fontes XMM. Os mesmos também já haviam sido preparados usando os procedimentos padrão *IRAF-GMOS*. Maiores detalhes sobre os dados observacionais são fornecidos na Seção 3.1 e os resultados encontrados são apresentados na Seção 3.2.

3.1 Dados observacionais

Conforme caracterização óptica (dados GMOS) e infravermelha (catálogos 2MASS[1] e WISE[2]), Fernandes et al. (2015) verificaram que a maioria das fontes XMM associadas a Sh2-296 são estrelas WTT, usando o critério de largura equivalente da linha Hα que varia

[1] *Two Micron All-Sky Survey* (Skrutskie et al., 2006)

[2] *Wide-field Infrared Survey Explorer* (Wright et al., 2010)

em função do tipo espectral de White & Basri (2003), como mostrado no Capítulo 2 e de Barrado y Navascués & Martín (2003) (Figura 3.1). Além disso, a ausência de excesso infravermelho indica que a maioria delas não apresenta disco circunstelar.

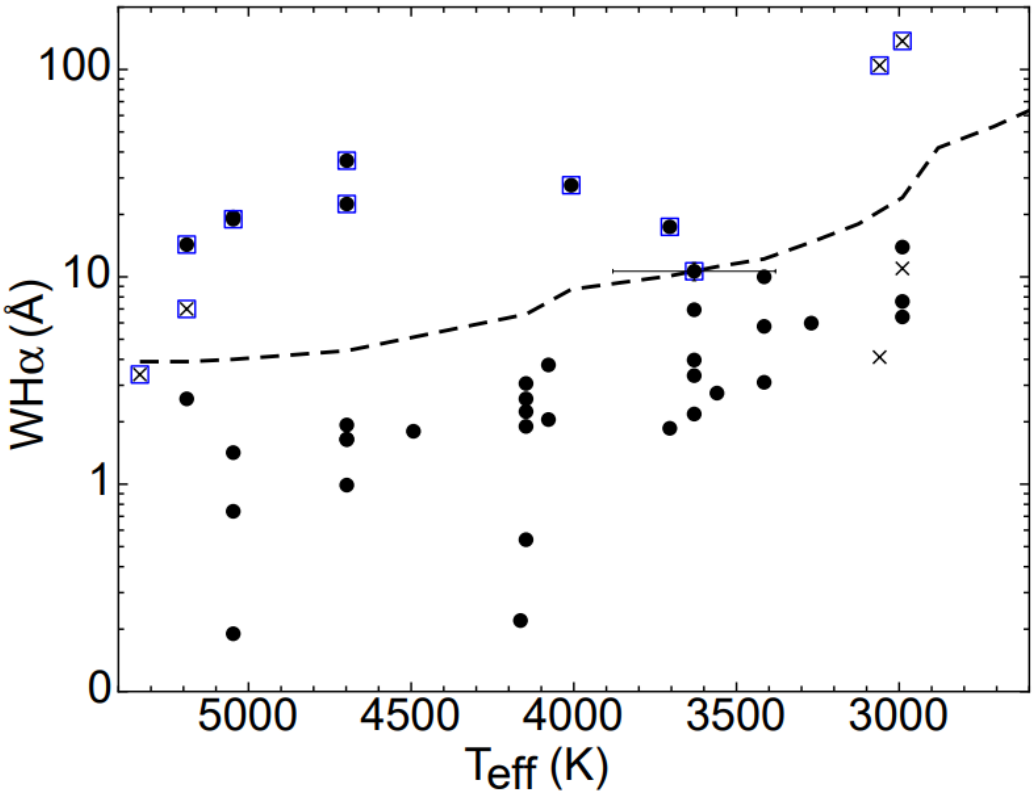

Figura 3.1: Valores de W da linha Hα como função de T_{eff}. Símbolos cheios indicam TT e cruzes candidatas a estrelas jovens. A linha tracejada destaca o limite de atividade encontrado em aglomerados estelares jovens, assim objetos acima desse limite são considerados CTT de acordo com Barrado y Navascués & Martín (2003). Estrelas classificadas como CTT de acordo com o critério de White & Basri (2003) que levam em conta o tipo espectral são destacados com quadrados azuis (Figura extraída de Fernandes et al., 2015).

Os tipos espectrais, por consequência a temperatura, foram estimados para esse grupo usando a comparação com espectros de bibliotecas, e em particular a região das bandas de TiO (7050-7150 Å) foi usada para refinar os resultados.

Interessados em revisitar estes espectros GMOS para uma análise dos parâmetros físicos destas estrelas, de forma a testar nossa metodologia, confrontando nosso resultados com aqueles que foram obtidos por Fernandes et al. (2015) e obter parâmetros inéditos, foi selecionada uma subamostra de seis destes espectros cujas informações são mostradas na Tabela 3.1.

Tabela 3.1 - Informações das seis estrelas analisadas no presente trabalho: Identificação *2MASS*, coordenadas (J2000) de ascensão reta (RA) e declinação (DEC) em graus, relação sinal/ruído (S/N) dos espectros GMOS. Medidas de largura equivalente das linhas Hα e do Li (λ6708 Å) (valores negativos indicam linhas de emissão), tipo espectral, temperatura efetiva e classificação encontrados por Fernandes et al. (2015).

2MASS ID	RA	DEC	S/N	$W_{H\alpha}$ (Å)	W_{Li} (Å)	Tp. Espec.	T_{eff}	Class.
07034869-1131502	105.95290	-11.53061	23.2	-4.0	0.60	M1.5	3630	WTT
07035338-1134504	105.97245	-11.58067	42.7	-19.0	0.45	K2	5047	CTT
07034751-1131489	105.94797	-11.53025	25.5	-2.2	0.55	M1.5	3630	WTT
07040290-1132074	106.01210	-11.53541	30.9	-27.7	0.39	M0	4008	CTT
07040041-1133596	106.00171	-11.56656	25.8	-14.3	0.38	K1	5190	CTT
07035805-1132398	105.99191	-11.54441	31.4	-10.6	0.54	M1.5	3630	WTT

3.2 Caracterização espectroscópica

Com os espectros selecionados, o primeiro passo foi inspecioná-los com foco em características típicas de estrelas TT, como a linha Hα e a linha do Li em 6707,8 Å. A ocorrência de ambas foi observada em todos os seis espectros e é destacada na Figura 3.2. Em especial, para confirmar a identificação da linha do lítio, procurou-se também a linha de Ca I em 6717,7 Å, de forma que é esperado encontrar essas duas linhas separadas por ≈9,9 Å. A Figura 3.3 exibe um corte nos espectros em uma região que abrange essa região espectral, destacando com linha tracejada o comprimento de onda observado dessas linhas.

Em seguida foram realizadas medidas de comprimento de onda central de cada linha e largura equivalente (Tabela 3.2) com uso do *software* IRAF - *Image Reduction and Analysis Facility*. Como é possível analisar na Figura 3.3, em apenas três casos (07034869-1131502, 07034751-1131489 e 07035805-113239) a diferença entre as linhas do Li e do Ca está próxima do valor esperado de ≈9,9 Å em até 0,5 Å, enquanto nos outros três essa situação não é satisfeita. A principal hipótese para explicar isso é a possibilidade de outras linhas que ocorrem entre estas duas no espectro eletromagnético estarem influenciando as medidas, de forma a gerar uma tendência de aproximação nos valores de λ_0 sem que essas linhas pudessem ser resolvidas individualmente. Para testar essa hipótese foram traçadas também linhas pontilhadas cinzas nesta figura que indicam a posição de possíveis linhas do

Fe (respectivamente λ6713.044 Å, λ6713.745 Å e λ6715.386 Å — comprimentos de onda de laboratório).

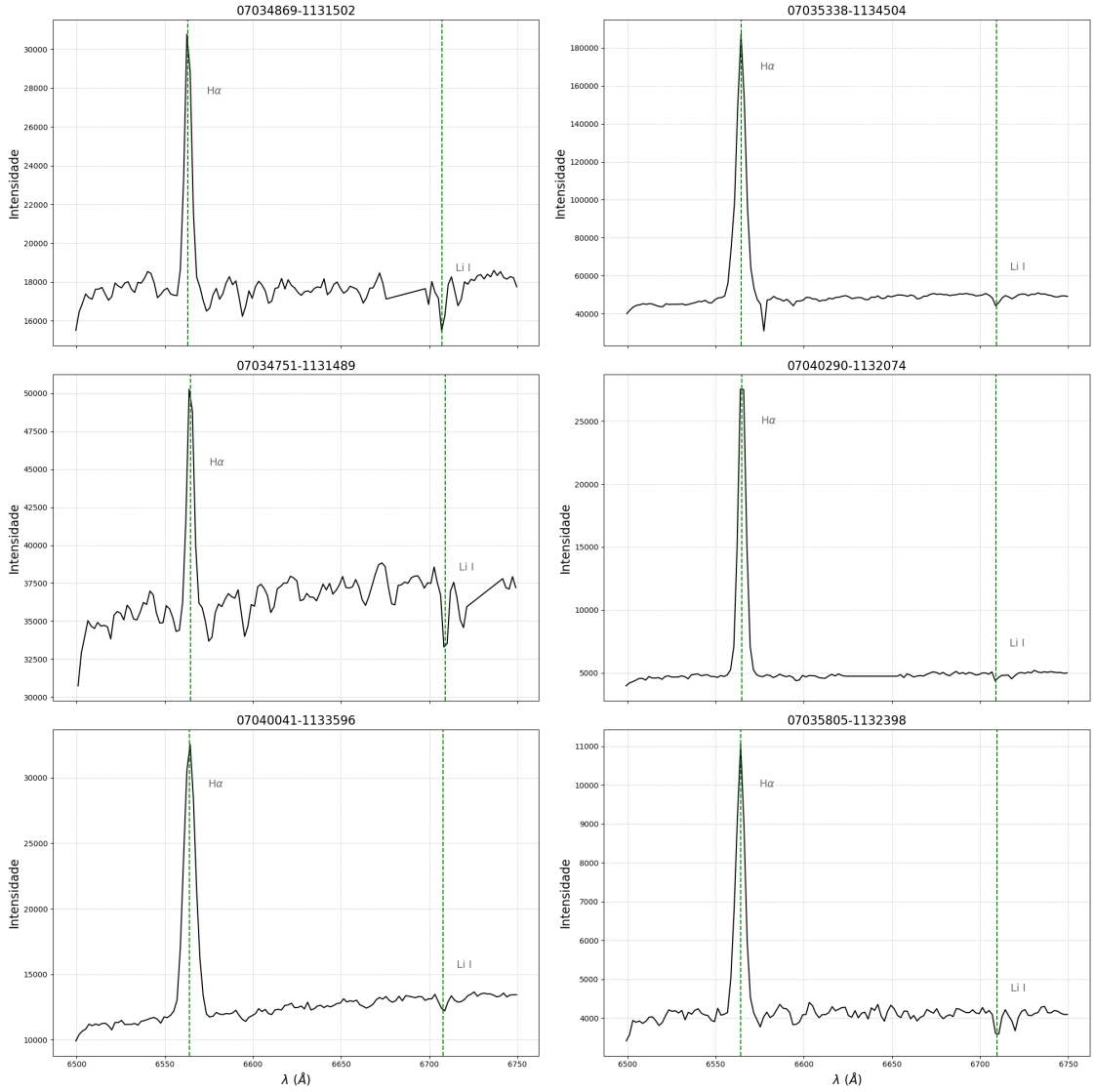

Figura 3.2: Corte dos espectros GMOS com identificação do catálogo *2MASS*. As linhas tracejadas verdes destacam a posição das linhas Hα e Li λ6708 Å. A intensidade é dada em unidades arbitrárias.

Fica claro que a presença de outras linhas, menos intensas e que não foram resolvidas com a resolução do espectro usado, como as linhas do Fe, pode ser a causa da dificuldade na caracterização do Li I (λ6708 Å) e do Ca I (λ6718 Å). A influência destas linhas varia de estrela para estrela, conforme as condições físicas propiciam suas formações e intensidades.

Pela Tabela 3.2 é possível observar que a dificuldade em observar as linhas de maneira totalmente confiável, como mencionada, gerou inconsistências entre os valores de $\lambda_{obs} - \lambda_0$ que por sua vez se propagam para a determinação de velocidade radial.

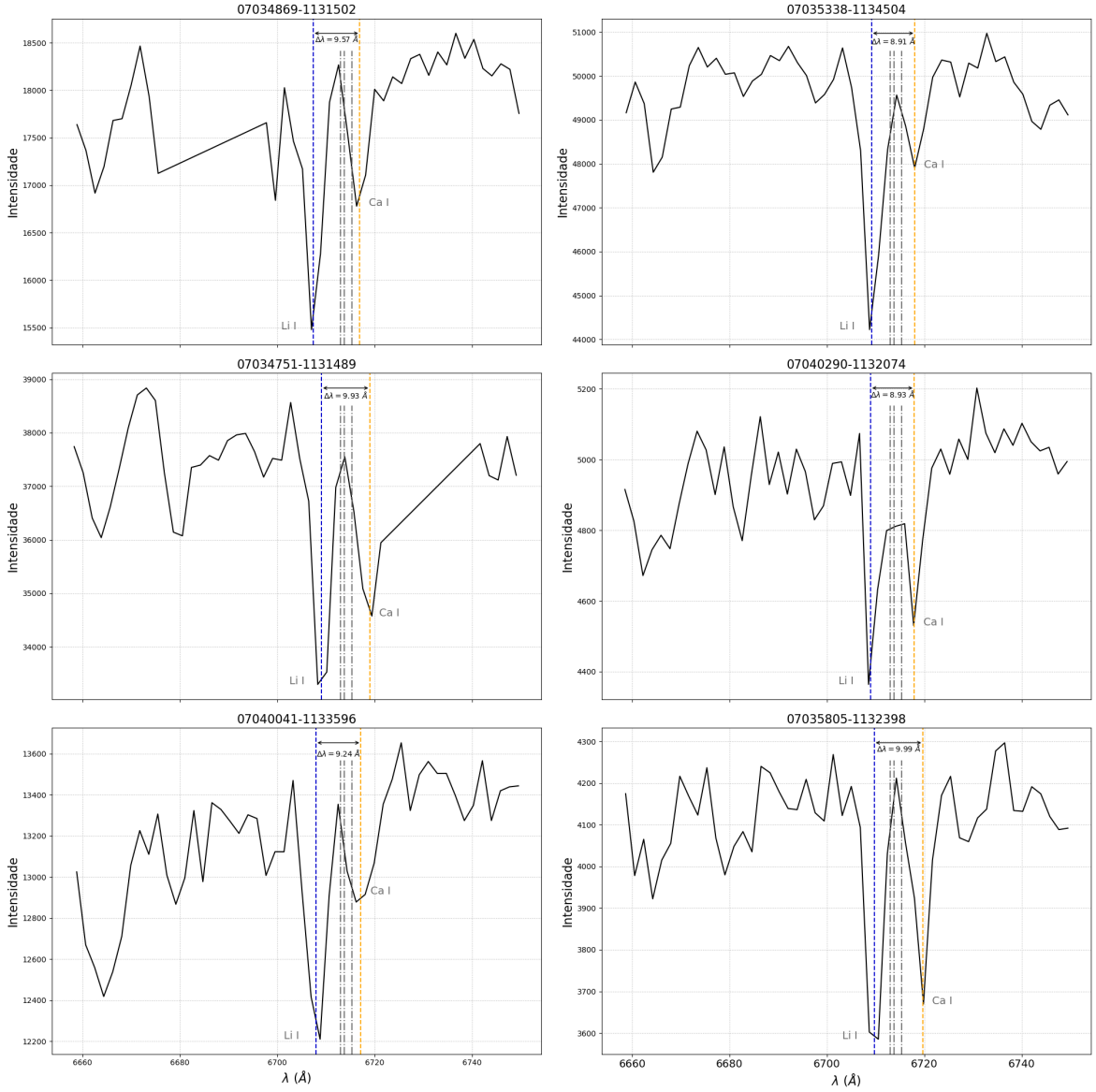

Figura 3.3: Corte nos espectros GMOS destacando respectivamente as linhas observadas (sem correção para efeito Doppler) do lítio (linha tracejada azul) e do cálcio (linha tracejada laranja). As linhas cinzas mostram a posição de três linhas fracas do Fe (medidas na referência de repouso) que poderiam estar entre das linhas do Li e do Ca. A intensidade é mostrada em unidades arbitrárias

Vale ressaltar que em nenhum dos casos, mesmo naquelas estrelas em que a diferença entre as linhas do Li e do Ca era de ≈9,9 Å em até 0,5 Å, o comprimento de onda central do Hα parece estar deslocado na mesma quantidade que as outras duas linhas. Isso também pode estar relacionado com a resolução do espectro, mas possui mais um agravante: diferentes perfis de linha de emissão Hα como discutido em Alencar & Basri (2000), que produzem centroides em uma larga faixa de deslocamentos. No que diz respeito às medidas

de W, diferenças com relação aos resultados de Fernandes et al. (2015) são relativamente pequenas, com tendência de valores maiores medidos para a linha do Li.

Tabela 3.2 - Resultados das medidas dos seis espectros GMOS: comprimento de onda observado λ_{obs} e diferença com o valor de laboratório λ_0 para as linhas Hα, Li λ6708 Å e Ca λ6718 Å. As larguras equivalentes encontradas também são mostradas para as linhas Hα e Li λ6708 Å. A última coluna destaca as diferenças com as medidas de largura equivalente de Fernandes et al. (2015) (W_F).

2MASS ID	Linha	λ_{obs}	$\lambda_{obs} - \lambda_0$	W (Å)	$\frac{W-W_F}{W_F}$
	Hα	6563.07	0.37	-3.63	0.093
07034869-1131502	Li	6707.38	-0.42	0.64	0.067
	Ca	6716.95	-0.75	-	-
	Hα	6564.38	1.68	-18.13	0.046
07035338-1134504	Li	6709.15	1.35	0.49	0.089
	Ca	6718.06	0.36	-	-
	Hα	6564.46	1.76	-1.97	0.105
07034751-1131489	Li	6709.09	1.29	0.61	0.109
	Ca	6719.02	1.32	-	-
	Hα	6564.90	2.20	-27.08	0.022
07040290-1132074	Li	6708.98	1.18	0.43	0.103
	Ca	6717.91	0.21	-	-
	Hα	6564.06	1.36	-14.26	0.003
07040041-1133596	Li	6707.95	0.15	0.47	0.237
	Ca	6717.18	-0.52	-	-
	Hα	6564.09	1.39	-10.42	0.017
07035805-1132398	Li	6709.71	1.91	0.67	0.241
	Ca	6719.69	1.99	-	-

Outro estudo realizado foi com relação à classificação dessas TT, seguindo um método diferente daquele usado por Fernandes et al. (2015). Para isso, a largura em 10% do fluxo de emissão das linhas foi calculada subtraindo o contínuo dos espectros e dividindo pelo pico de emissão, de forma que toda a intensidade da linha esteja entre 0 e 1 (Figura 3.4). Para selecionar os pontos que correspondem aos 10% do fluxo de forma mais acurada foi necessário interpolar os pontos do espectro GMOS. A interpolação foi feita usando o método de *spline* cúbica (ver Press et al., 2002), que introduz certo grau de suavidade aos pontos, razão pela qual em alguns casos a intensidade do pico da interpolação supera a

observada no espectro, o que não interfere na medida de largura em 10%. A incerteza das medidas foi estimada com base na escolha de diferentes valores para o contínuo, levando em conta apenas as diferenças causadas nas medidas usando o mesmo espectro.

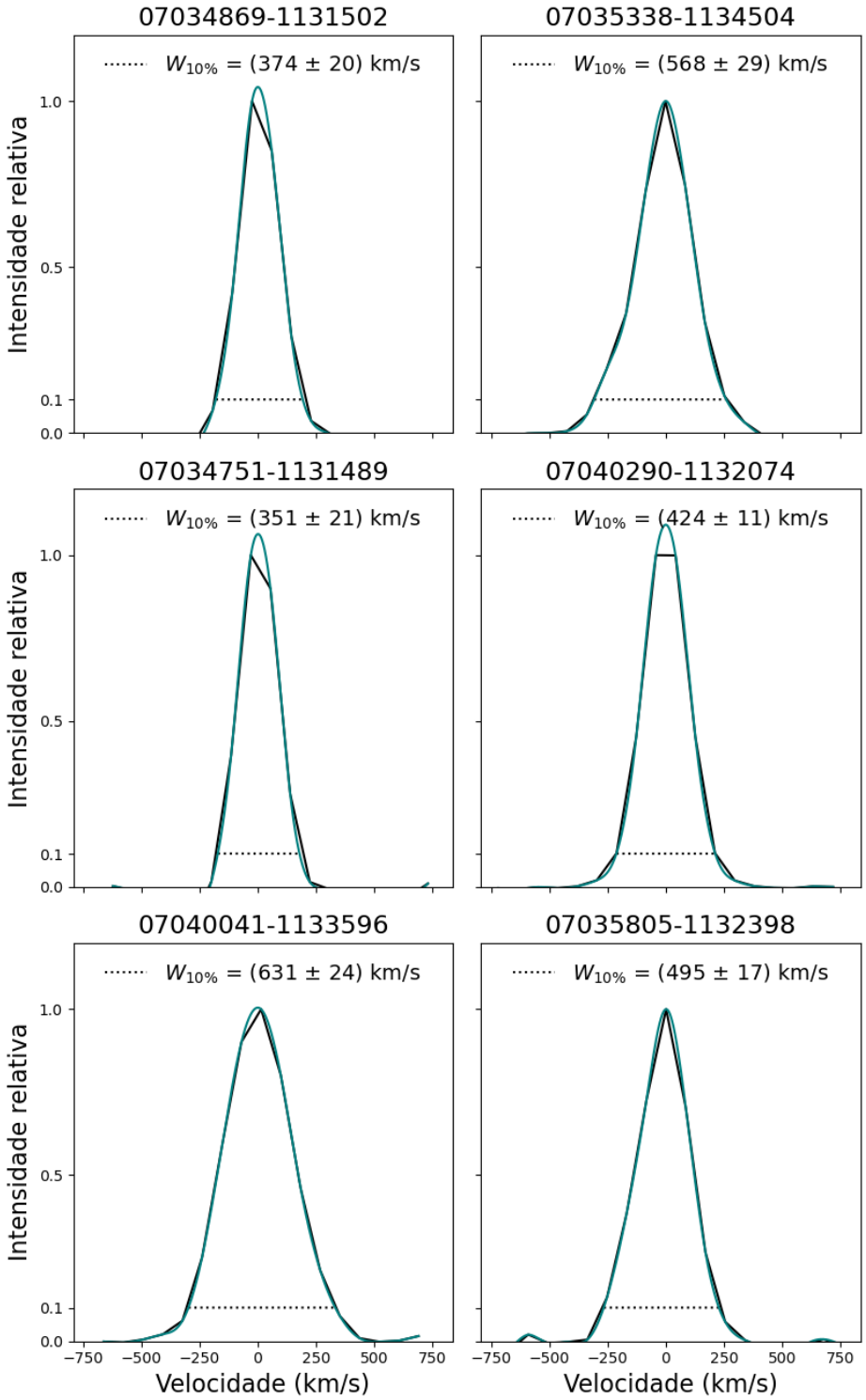

Figura 3.4: Medidas de largura em 10% do fluxo para os espectros GMOS. A curva azul indica a interpolação dos pontos e a preta os dados GMOS.

No entanto, usando o critério estabelecido por White & Basri (2003) de estrelas cuja linha Hα tem largura em 10% maior que 270 km/s serem consideradas CTT, todas as estrelas da amostra teriam esta classificação, o que destoa do que foi encontrado por Fernandes et al. (2015), isto é, que apenas três destas seis estrelas são CTT. Tal fato concorda com o que é afirmado por Barrado y Navascués & Martín (2003), de que este tipo de aplicação exige espectros de alta resolução, não sendo portanto, a melhor opção para os espectros GMOS.

A Figura 3.5 destaca os limites para classificação de acordo com os dois critérios sugeridos por White & Basri (2003) comentados na Seção 2.1, utilizando como base o tipo espectral determinado por Fernandes et al. (2015). A medida encontrada para a estrela 07035805-1132398 em particular encontra-se no limiar dos limites estabelecidos para ser considerada CTT, tanto por White & Basri (2003), quanto por Barrado y Navascués & Martín (2003). Neste caso a classificação havia sido estimada como WTT por Fernandes et al. (2015) pela falta de excesso no infravermelho-próximo. Logo, para refinar estas classificações se faz necessário que espectros de maior resolução estejam disponíveis.

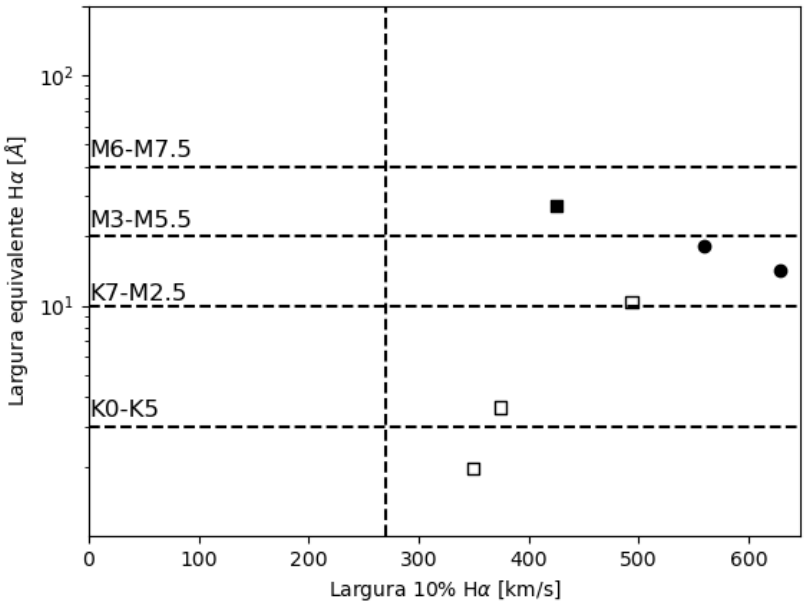

Figura 3.5: Comparação entre largura em 10% do fluxo com largura equivalente. Símbolos cheios indicam estrelas que foram consideradas CTT no trabalho de Fernandes et al. (2015). Estrelas K0-K5 são mostradas com círculos, K7-M2.5, quadrados (de acordo com a classificação de Fernandes et al., 2015). As linhas tracejadas indicam os limites para classificação em CTT definidos pelos métodos de White & Basri (2003).

Capítulo 4

Determinação de parâmetros físicos das estrelas PDS74 e PDS83

Considerando as dificuldades em se identificar corretamente as linhas espectrais nos espectros GMOS, dada sua resolução espectral inadequada, não foi possível determinar todos os parâmetros físicos pretendidos para as estrelas TT da nebulosa Sh2-296. Desta forma, visando aplicar as técnicas estudadas em estrelas de outras amostras, foram buscados também espectros de maior resolução de outras TT conhecidas que pudessem ser usados para este fim.

Nesse sentido, foram estudados espectros obtidos com o *Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph* (FEROS) das estrelas TT PDS74 e PDS83, com PDS simbolizando "Pico dos dias *Survey*". A maior resolução de tais espectros (R $\sim$ 48000) permitiu a identificação de um maior número de linhas de maneira confiável, como mostra a Figura 4.1, destacando as linhas do Li I (λ6708 Å) e do Ca I (λ6718 Å) além da linha do Fe I (λ6710 Å) que, no caso dos espectros GMOS antes estudados, não era identificável.

Tal resolução possibilitou também que o método de classificação entre CTT e WTT por meio da largura em 10% do fluxo de emissão de Hα fosse aplicado para estas estrelas, sem os mesmos empecilhos encontrados com os espectros GMOS, como mostra a Figura 4.2, indicando que ambas são CTT dada a larga emissão Hα. As incertezas foram estimadas a partir de variações na escolha do contínuo local. Para PDS74, nosso resultado foi de $W_{10\%} = (547 \pm 5)$ km/s, que está em perfeito acordo com o apresentado por Frasca et al. (2017), que obtiveram $W_{10\%} = (541.6 \pm 10.3)$ km/s. Além disso, Rojas et al. (2008) classificaram PDS83 como uma CTT, corroborando com o resultado encontrado para esta estrela.

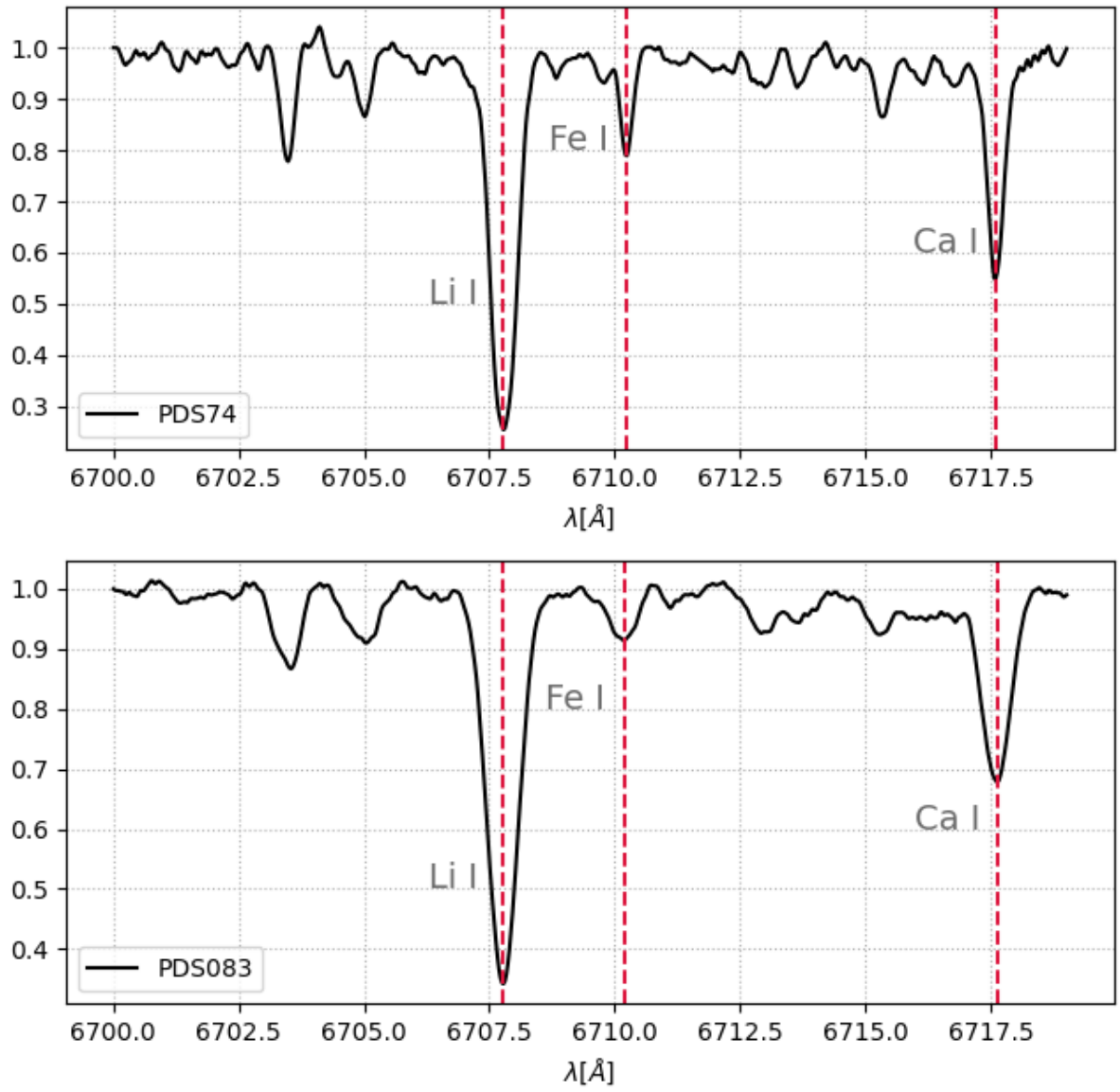

Figura 4.1: Corte nos espectros FEROS das estrelas PDS74 e PDS83 abrangendo as linhas do Li I λ6708 Å, Fe I λ6710 Å e Ca I λ6718 Å.

A morfologia dessas linhas também pode ser estudada com maiores detalhes por meio destes espectros, de maneira que um largo perfil de emissão sobreposto de uma componente em absorção é observado em ambas as estrelas, indicando a presença de ventos estelares, assim como é o caso das estrelas DK Tau e DS Tau (vide Figura 2.4), por exemplo.

Para estimar a velocidade radial, uma série de linhas do Fe I, V I, Ca I, Li I, Ni I, Ti I e Si I entre $\sim$ 5690 Å e 6800 Å foram medidas e tiveram seus comprimentos de onda centrais comparados aos de laboratório indicados em Moore et al. (1966). Aplicando a Equação 1.12, calculou-se um valor de velocidade radial a partir da medida de cada uma

dessas linhas, e, ao final, estimou-se v_{rad} como a média destes resultados e sua incerteza como o desvio padrão da média dos mesmos.

Visando a validação destes resultados, foi aplicado também o método de "*Fourier cross-correlation*" (ver Tonry & Davis, 1979) utilizando espectros sintéticos como *template* (Coelho et al., 2005) por meio da tarefa `FXCOR` do IRAF. Vale ressaltar que não foi aplicado nenhum tipo de correção heliocêntrica, tanto para o método de medidas individuais das linhas quanto para o método automatizado. Os resultados para v_{rad} são apresentados na Tabela 4.1.

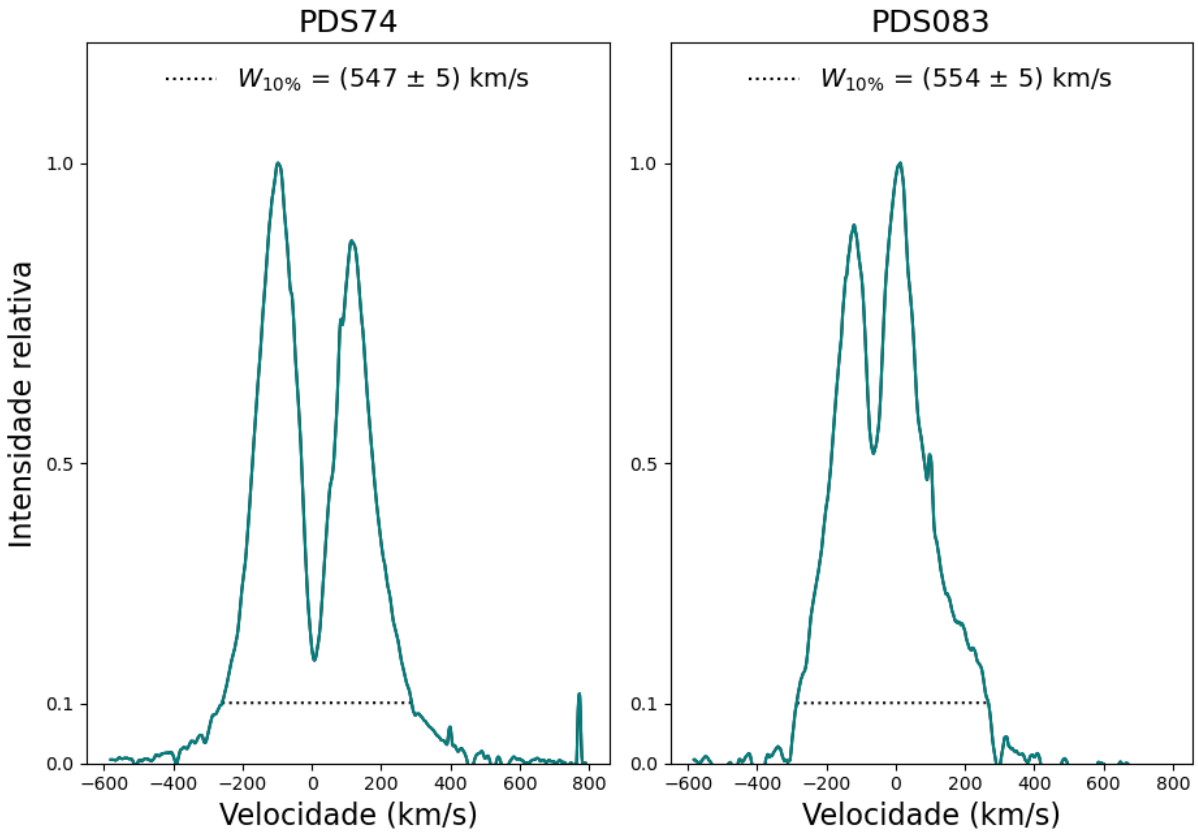

Figura 4.2: Perfil da linha Hα e medida da largura em 10% do fluxo desta linha para PDS74 e PDS83.

Já para a velocidade de rotação, linhas do Fe I e do Ni I tiveram suas $FWHM$ medidas de forma que foi possível calcular $v \sin i$ usando o modelo empírico da Equação 1.13 (adotou-se macroturbulência de 3 km/s). Estes resultados também são mostrados na Tabela 4.1. A incerteza foi estimada da mesma forma que para as velocidades radiais, apesar do número de linhas utilizadas neste caso ser reduzido em relação ao usado na determinação de v_{rad}.

Dentre os valores encontrados na literatura, Frasca et al. (2017) avaliam a velocidade

radial da PDS74 em $(-3,6 \pm 1,3)$ km/s e reportam um limite superior de 6 km/s para a velocidade de rotação projetada. Levando em conta as incertezas, há compatibilidade entre a velocidade radial, porém o mesmo não ocorre para a $v \sin i$, considerando que nosso resultado está $\sim$ 4 km/s acima do valor dado na literatura. Possíveis diferenças podem estar relacionadas às incertezas individuais das medidas de $FWHM$ (tanto do espectro estelar quanto do espectro de lâmpadas de comparação), bem como ao modelo adotado.

Tabela 4.1 - Estimativas das velocidades de rotação e radial (por diferentes métodos) para as estrelas PDS74 e PDS83.

Estrela	$v \sin i$ (km/s)	v_{rad} (km/s)	v_{rad} (km/s) (`FXCOR`)
PDS74	9,8 ± 0,5	-4,1 ± 0,2	-4,2
PDS83	19 ± 1	-2,5 ± 0,4	-3,4

O método de razões de linhas com calibrações feitas por Kovtyukh et al. (2003) apresentadas na Figura 1.10, bem como as propostas por Padgett (1996) e por Maldonado et al. (2015) foi aplicado para estimar a temperatura efetiva destas estrelas. Os valores encontrados para cada uma das razões de linhas usadas são expostos na Tabela 4.2. A T_{eff} adotada corresponde à média destes valores e a incerteza está relacionada ao desvio padrão da média dos mesmos.

Vale ressaltar que não foi possível seguir a recomendação de Maldonado et al. (2015) em usar apenas linhas com 20 mÅ $< W <$ 120 mÅ no calculo das razões de linhas uma vez que isso reduziria drasticamente a quantidade de estimativas de T_{eff}. Deve-se levar em conta também que as escolhas de contínuo na medida das linhas, bem como a aproximação gaussiana para um perfil de linha, e propriedades individuais das estrelas (como metalicidade, efeitos de não equilíbrio termodinâmico local, convecção entre outros) são as principais causas destas incertezas (Kovtyukh et al., 2003), mas os valores de S/N e as calibrações usadas também desempenham um papel importante neste quesito, de maneira que tais resultados poderiam ser melhorados com calibrações feitas exclusivamente para estrelas TT e adotando um maior número de razões de linhas. Vale também o adendo de que tais temperaturas efetivas são, na realidade, as temperaturas características das regiões da fotosfera nas quais os pares de linha são formados (Padgett, 1996).

Para PDS83, Rojas et al. (2008) estimam o tipo espectral como sendo K7V pela comparação com a biblioteca de espectros de Jacoby et al. (1984) e a temperatura como 4220 K e 4200 K, usando métodos de profundidade de linhas e equilíbrio de excitação respectivamente, com incertezas de 100 K, enquanto Frasca et al. (2017) estimam $T_{eff} = (4192 \pm 65)$ K para PDS74. Nota-se uma tendência das temperaturas avaliadas neste trabalho serem maiores que os resultados previamente publicados na literatura, mas são compatíveis dentro das incertezas (considerando 3 σ).

Tabela 4.2 - Valores estimados para as temperaturas das estrelas PDS74 e PDS83 usando razões de linhas. Na terceira coluna é mostrada a referência da calibração usada, sendo que P, K e M correspondem respectivamente a Padgett (1996), Kovtyukh et al. (2003) e Maldonado et al. (2015). Estes últimos autores utilizam "*spectral features*" para calibração, o que permite incluir linhas com *blend*. A realização de medidas de todos os pares de linhas para ambas as estrelas não foi possível.

Estrela	Razão	Calibração	Temperatura (K)	Temperatura adotada (K)
PDS74	V I λ6199 Å/Fe I λ6200 Å	P	4702	4440 ± 120
	Fe I λ6200 Å/V I λ6216 Å	P	4740	
	V I λ6119 Å/Fe I λ6200 Å	P	4645	
	V I λ6119 Å/Fe I λ6219 Å	P	4648	
	Si I λ5690.43 Å/V I λ5703.59 Å	K	4860	
	Ti I λ6126.22 Å/Si I λ6155.14 Å	K	4416	
	Si I λ6243.81 Å/Ti I λ6261.10 Å	K	4624	
	5720.46 Å/5718.32 Å	M	3798	
	6226.67 Å/6213.44 Å	M	4105	
PDS83	V I λ6199 Å/Fe I λ6200 Å	P	4674	4760 ± 130
	Fe I λ6200 Å/V I λ6216 Å	P	4758	
	V I λ6119 Å/Fe I λ6200 Å	P	4788	
	V I λ6119 Å/Fe I λ6219 Å	P	4290	
	Si I λ5690.43 Å/V I λ5703.59 Å	K	4400	
	Ti I λ6126.22 Å/Si I λ6155.14 Å	K	4800	
	V I λ5727.05 Å/Ti I λ5771.15 Å	K	5420	

Finalmente, para determinar uma primeira estimativa da metalicidade, utilizou-se dos valores de temperatura encontrados anteriormente e de largura equivalente da linha do Fe I em 6705,1 Å para uma inspeção visual da Figura 1.6, que retorna a abundância relativa a $\log N(\mathrm{H}) = 12{,}00$, ou seja, para encontrar o valor de metalicidade, em sua definição

usual (Equação 1.11), foi necessário considerar os valores apresentados na Tabela 1.1. Os resultados são expostos na Tabela 4.3 e as incertezas foram estimadas com base na metade da diferença entre os valores de abundância de cada uma das curvas de isoabundância. Embora tais estimativas não sejam refinadas, os resultados são próximos da metalicidade solar, semelhante ao que se encontra para outras estrelas TT, como por exemplo PDS73 que tem [Fe/H] = 0,17 (Rojas et al., 2008). Determinação de valores mais precisos deve ser feita adotando outras metodologias (como a construção de curvas de crescimento) e/ou envolver uma maior quantidade de linhas do Fe, sendo portanto, uma das perspectivas de continuação do projeto, além da obtenção de parâmetros como a gravidade superficial destes objetos.

Tabela 4.3 - Estimativas de metalicidade para as estrelas PDS74 e PDS83 usando o modelo de Padgett (1996).

Estrela	$\log\left(\frac{N_{Fe}}{N_H}\right)$	[Fe/H]
PDS74	7,30 ± 0,15	-0,2 ± 0,2
PDS83	7,70 ± 0,15	0,2 ± 0,2

Capítulo 5

Conclusões e perspectivas futuras

As estrelas T Tauri e suas características são de muita importância no entendimento da evolução estelar e por consequência das características de cada região de formação de estrelas. O estudo espectral dessas estrelas, que está baseado em conceitos da mecânica estatística e da física quântica, que estabelecem as regras para a produção das linhas espectrais e força relativa das mesmas, é capaz de fornecer uma grande quantidade de informações no que diz respeito ao ambiente físico em que elas estão inseridas. Em particular, estrelas TT da nebulosa Sh 2-296 são ainda de maior interesse por se tratar de uma região que estaria associada a três eventos de supernovas, como sugerem Fernandes et al. (2019).

Nesse sentido foram estudadas seis estrelas pertencentes a esta nebulosa fazendo uso de espectros GMOS de média resolução (R $\sim$ 1900), que foram muito úteis no aprendizado da metodologia de reconhecimento e de medidas das principais características de estrelas TT: presença da linha Hα em emissão e da linha do Li λ6708 Å em absorção. Apesar disso, a identificação destas linhas bem como de outras, como linhas do Fe e do Ni foi dificultada pela resolução do espectro, impedindo a determinação de velocidades radiais e de rotação. Barrado y Navascués & Martín (2003) sugerem que as medidas de $v \sin i$ sejam feitas com espectros de resolução moderada ($R \geq 10000$). Além disso, a classificação utilizando a largura em 10% do fluxo da linha Hα se mostrou não ser adequada para a diferenciação destas estrelas em CTT e WTT também em virtude da resolução do espectro, que não é suficientemente alta para uma análise confiável.

Para contornar esta questão, espectros FEROS de maior resolução (R $\sim$ 48000) foram estudados, permitindo aplicação da metologia pretendida inicialmente e possibilitando estimar temperatura efetiva, metalicidade, velocidade de rotação projetada e velocidade radial

para as estrelas PDS74 e PDS83, além da classificação das mesmas como CTT. Por meio da comparação com dados anteriormente publicados na literatura, foi possível validar a maioria dos resultados dentro do limite de três incertezas. Ou seja, foram alcançados os principais objetivos do trabalho, relacionados com o aprendizado das metodologias de determinação dos parâmetros estelares fundamentais.

A obtenção de novos parâmetros físicos, como $\log g$, bem como o refino daqueles que já foram determinados utilizando novos métodos faz parte das perspectivas futuras deste projeto. A aplicação dos mesmos para uma maior quantidade de TT também é objetivada, possibilitando, ao final, maior compreensão das particularidades envolvendo este tipo de estrela.

Referências Bibliográficas

Alencar S. H. P., Basri G., 2000, AJ, 119, 1881

Aller L. H., 1963, *Astrophysics. The atmospheres of the sun and stars*. Ronald Press, Nova York

Appenzeller I., Mundt R., 1989, A&A Rev., 1, 291

Barrado y Navascués D., Martín E. L., 2003, AJ, 126, 2997

Basri G., Batalha C., 1990, ApJ, 363, 654

Basri G., Marcy G. W., 1995, AJ, 109, 762

Carrol B. W., Ostlie D. A., 2007, *An Introduction to Modern Astrophysics*. 2ª edição. São Francisco, CA, Pearson – Addison Wesley

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

Coelho P., Barbuy B., Meléndez J., Schiavon R. P., Castilho B. V., 2005, A&A, 443, 735

Feigelson E. D., Montmerle T., 1999, ARA&A, 37, 363

Fernandes B., Gregorio-Hetem J., Montmerle T., Rojas G., 2015, MNRAS, 448, 119

Fernandes B., Montmerle T., Santos-Silva T., Gregorio-Hetem J., 2019, A&A, 628, A44

Fraknoi A., Morrison D., Wolff S. C., 2016. OpenStax

Frasca A., Biazzo K., Alcalá J. M., Manara C. F., Stelzer B., Covino E., Antoniucci S., 2017, A&A, 602, A33

Gray D. F., 1982, ApJ, 262, 682

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

Grevesse N., Sauval A. J., 1998, Space Sci. Rev., 85, 161

Jacoby G. H., Hunter D. A., Christian C. A., 1984, ApJS, 56, 257

Karttunen H., Krüger P., Oja H., Poutanen M., Donner K. J., 2007, *Fundamental Astronomy*

Kovtyukh V. V., Soubiran C., Belik S. I., Gorlova N. I., 2003, A&A, 411, 559

Maciel W. J., 2013, Transporte de energia em astrofísica. 2ª Edição. IAG-USP

Maldonado J., et al., 2015, A&A, 577, A132

Moore C. E., Minnaert M. G. J., Houtgast J., 1966, The solar spectrum 2935 A to 8770 A

Novotny E., 1973, *Introduction to stellar atmospheres and interiors*. Oxford University Press, Nova York

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

Press W. H., Teukolsky S. A., Vetterling W. T., Flannery B. P., 2002, *Numerical recipes in C++ : the art of scientific computing*

Reggiani H. M., 2019, PhD thesis, Universidade de São Paulo (IAG/USP)

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

Rybicki G. B., Lightman A. P., 2004, *Radiative Processes in Astrophysics*. WILEY-VCH Verlag GmbH & Co. KGaA

Skrutskie M. F., et al., 2006, AJ, 131, 1163

Strassmeier K. G., Fekel F. C., 1990, A&A, 230, 389

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

Tonry J., Davis M., 1979, AJ, 84, 1511

Torres-Dodgen A. V., Weaver W. B., 1993, PASP, 105, 693

White R. J., Basri G., 2003, ApJ, 582, 1109

Wright E. L., et al., 2010, AJ, 140, 1868