

**UNIVERSIDADE FEDERAL DE ITAJUBÁ
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM
FÍSICA E MATEMÁTICA APLICADA**

**ESTIMATIVA RÁPIDA DE TEMPERATURA
ESTELAR PELO MÉTODO DE RAZÕES DE
LINHAS**

Luana Camile Lima Costa

Itajubá, Abril de 2013

**UNIVERSIDADE FEDERAL DE ITAJUBÁ
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM
FÍSICA E MATEMÁTICA APLICADA**

Luana Camile Lima Costa

**ESTIMATIVA RÁPIDA DE TEMPERATURA
ESTELAR PELO MÉTODO DE RAZÕES DE LINHAS**

Dissertação submetida ao Programa de Pós-Graduação em Física como parte dos requisitos para a obtenção do Título de Mestre em Ciências em Física e Matemática Aplicada.

Área de Concentração: Astrofísica

Orientador: Prof. Dr. Bruno Vaz Castilho de Souza

Abril de 2013

Itajubá

Ficha catalográfica elaborada pela Biblioteca Mauá
Bibliotecária Jacqueline Rodrigues de Oliveira Balducci- CRB_6/1698

C837e

Costa, Luana Camile Lima

Estimativa rápida de temperatura estelar pelo método de razões de linhas / Luana Camile Lima Costa. – Itajubá, (MG) : [s.n.], 2013.

118 p. : il.

Orientador: Prof. Dr. Bruno Vaz Castilho de Souza.
Dissertação (Mestrado) – Universidade Federal de Itajubá.

1. Espectros Sintéticos. 2. Parâmetros Estelares. 3. Razões de Linhas Espectrais. 4. Temperatura Efetiva. 5. Gravidade Superficial. I. Souza, Bruno Vaz Castilho de, orient. II. Universidade Federal de Itajubá. III. Título.

**UNIVERSIDADE FEDERAL DE ITAJUBÁ
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM
FÍSICA E MATEMÁTICA APLICADA**

Luana Camile Lima Costa

**ESTIMATIVA RÁPIDA DE TEMPERATURA
ESTELAR PELO MÉTODO DE RAZÕES DE LINHAS**

Dissertação aprovada por banca examinadora em 12 de Abril de 2013, conferindo ao autor o título de *Mestre em Ciências em Física e Matemática Aplicada*.

Banca Examinadora

Dr. Bruno Vaz Castilho de Souza (Orientador)

Dr. Marcelo Borges Fernandes

Dr. Hektor Sthenos Alves Monteiro

Itajubá

2013

Para minha família...

Agradecimentos

Esta é a conclusão de uma importante etapa da minha carreira, tenho muitos agradecimentos a fazer, mas meus primeiros agradecimentos vão essencialmente a Deus, pela perseverança que me proporcionou principalmente nesta fase da minha vida, me dando força e sabedoria para continuar os meus passos.

Ao meu orientador Prof. Dr. Bruno Vaz Castilho de Souza pela confiança, paciência e compreensão durante todo tempo de trabalho, e pelo incentivo nos momentos mais difíceis pelos quais passei durante o mestrado. Muito obrigado pelas oportunidades que amadureceram minha carreira científica e pelo aprendizado que me proporcionou.

Aos meus pais Laurence e Maria Christina, e as minhas irmãs Lauren e Lilian, pelo incentivo, apoio e pelos cuidados durante toda minha formação, pela força e determinação que me mostraram que posso ser alguém na vida. Sei que sempre poderei contar com o apoio de vocês. Quero que sempre se orgulhem de mim.

A minha avó Ediwiges que partiu durante o período do meu mestrado. Mais que um exemplo na minha vida. Eternas saudades.

Ao meu namorado Júlio Cesar, pelos ouvidos e pelas vezes que comprometeu nossos poucos momentos juntos em razão deste trabalho. Obrigada por tornar a minha vida mais feliz ao longo destes últimos meses.

Aos meus professores do Departamento de Física da Universidade Federal de Itajubá, Agenor, Armando, Mikael e Newton. Obrigado por confiarem na minha capacidade e por me ajudarem de alguma forma a concretizar os passos do mestrado.

Aos meus colegas de pós-graduação, na qual vencemos muitas barreiras juntos, pela ajuda, pelas horas de estudos, pelos bons momentos, companheirismo e incentivo.

Ao Laboratório Nacional de Astrofísica – LNA, pela disponibilização dos seus recursos durante este trabalho.

Ao aluno de iniciação científica do LNA Demétrius, que compartilhou seus conhecimentos em programação e me ajudou na fase final do trabalho.

Quero agradecer aos meus amigos, meus familiares e a todos que, de uma forma especial, estiveram presentes em minha vida desde o início deste trabalho. Obrigada!

"TODA A FILOSOFIA baseia-se em apenas duas coisas:
curiosidade e visão limitada [...] O problema é que
queremos saber muito mais do que podemos ver."

Bernard Le Bovier de Fontenelle.

Resumo

A temperatura é um parâmetro essencial no entendimento das estrelas e sua evolução, mas também um dos mais difíceis de determinar com precisão. Além disto, a quantidade de dados produzida pelos novos espectrógrafos e telescópios demanda a determinação cada vez mais rápida da temperatura para se realizar a análise dos dados com velocidade compatível com a produção destes. Nosso objetivo é avaliar um método rápido para estimativa da temperatura estelar.

O método para a determinação da temperatura efetiva por razões de linhas consiste em empregar razões das medidas de largura equivalente de pares de linhas espectrais de absorção, com grande diferença de potenciais de excitação, como indicadores de temperatura. Mas, em geral, as razões conhecidas e disponíveis na literatura foram determinadas para trabalhos específicos e são limitadas a certos comprimentos de onda e tipos espectrais. De modo a estender este método para estrelas de tipos espectrais variados e ampliar a faixa de comprimentos de onda possível, estudamos novas razões de linhas utilizando espectros sintéticos.

Produzimos 476 espectros sintéticos utilizando os modelos de atmosfera de Kurucz (1993) e calculados com o programa SPECTRUM (Gray & Corbally, 1994), para a região de comprimento de onda de 3000 - 6800 Å, com temperaturas variando de 3500 – 50000 K, para valores de $\log g$ iguais a 0.0, 0.5, 1.0, 1.5, 2.0, 2.5, 3.0, 3.5, 4.0, 4.5 e 5.0, $[Fe/H] = 0.0$ para a metalicidade, velocidade de turbulência iguais a 1 e 2,5 e dispersão de 0,1 Å.

As medidas de largura equivalente de uma seleção de linhas metálicas da lista de Barbuy et al. (2006) foram obtidas para estes espectros usando um código automático – ARES - de Sousa et al. (2007) e, em seguida, pares de linhas foram investigados, de acordo com critérios estabelecidos e discutidos neste trabalho, para consignação de novas razões e aprimoramento da técnica.

Como resultado, apresentamos vinte e sete novos pares de linhas, obtidas de cinquenta e uma linhas espectrais de elementos metálicos, contidas na faixa espectral entre 4200 Å e 6400 Å, que foram identificadas como indicadores de temperatura e/ou gravidade superficial. Discutiremos, também, sobre as dificuldades e limitações para a determinação deste parâmetro estelar.

Palavras-Chave: Espectros Sintéticos – Parâmetros Estelares - Temperatura Efetiva – Gravidade superficial – Razões de Linhas Espectrais.

Abstract

Temperature is an essential parameter in the understanding of stars and its evolution, but also one of the more difficult to determine with precision. Moreover, the big amount of data delivered by the new spectrographs installed in modern telescopes requires a fast determination of the stellar parameters in order the analysis of the data can follow the production rate. Our objective in this work is to evaluate a fast temperature estimation method.

The determination stellar effective temperature through line ratios consists in comparing the equivalent width of absorption lines with different excitation potentials in order to estimate the temperature. However most of the know and published line ratios tested for this method were determined for specific works having a limited range both in wavelength and spectral types. In order to extend this method for a broader range of wavelengths and spectral types we studied new possible line ratios based on synthetic spectra.

We calculated 476 synthetic spectra based on the Kurucz (1993) atmosphere models and computed with the code SPECTRUM (Gray 1992), for the wavelength region of 3000-6800 Å, in the temperature range of 3500-50000k, and log g range of 0 to 5. The spectra were calculated for $[Fe/H] = 0$ and $V_{turb} = 1-2.5$, with a dispersion of 0.1 Å.

The equivalent widths were calculated for a list of metallic lines from Barbuy et al. (2006) using the ARES code (Sousa et al. 2007) and the lines behavior were studied according to criteria established and discussed in this work in order to select new line pairs and extend the technique possibilities.

As a result, we present twenty-seven new temperature and/or gravity sensitive line ratio pairs, obtained from thirty tree metallic spectral lines in the range of 4200-6400 Å. We discuss the difficulties and limitations of this method in determining the stellar temperature.

Keywords: Synthetic Spectra, Stellar Parameters, Effective Temperature, Surface Gravity, Spectral Line Ratios.

SUMÁRIO

1	INTRODUÇÃO	17
1.1	Introdução	17
1.2	Objetivo do Trabalho	18
2	FUNDAMENTAÇÃO TEÓRICA	20
2.1	Espectroscopia	20
2.1.1	Leis de Kirchhoff	21
2.2	O Espectro Eletromagnético das Estrelas e a Estrutura do Átomo	22
2.3	Classificação das Estrelas	23
2.4	O Espectro Contínuo e as Linhas Espectrais	31
2.4.1	Linhas de Emissão	32
2.4.2	Linhas de Absorção	33
2.5	Ionização e Excitação Atômica no Equilíbrio Termodinâmico	33
2.6	Perfil da Linha Espectral	38
2.7	A Largura Equivalente	40
2.8	A Dependência da Força das Linhas com a Temperatura	41
2.9	Outros Efeitos nas Linhas Espectrais	43
3	TEMPERATURA ESTRELAR	45
3.1	O Método das Razões de Linhas	45
4	METODOLOGIA E DESCRIÇÃO DA PESQUISA	49
4.1	Trabalho Anterior	49
4.2	A Produção dos Espectros Sintéticos	52
4.3	O Cálculo das Larguras Equivalentes	57
4.4	Estudo das Linhas: Escolha das Linhas e das Razões	62
4.4.1	Lista de Linhas	63
4.4.2	Critério para a Seleção dos Pares de Linhas Espectrais	63

5	RESULTADOS E ANÁLISES	66
5.1	Razões Estudadas e Seleccionadas	66
5.2	Linhas de Absorção e os Diferentes Tipos Espectrais	88
5.3	Comparação das Larguras Equivalentes Medidas pelo IRAF e ARES	93
5.4	Teste da Nova Grade de Espectros Sintéticos	96
5.5	Razões de Linhas Calibradas com a Temperatura - Tabelas	100
5.6	Teste das Calibrações com Estrelas Reais	103
6	CONCLUSÕES	106
7	REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS	108
	ANEXOS	113

Lista de Figuras

- 2.1 Ilustração da técnica Espectroscopia, descrita no texto. A primeira ilustração (de cima para baixo) é da dispersão da luz branca. As ilustrações seguintes mostram como a emissão e a absorção, respectivamente, aparecem no espectro. Disponível em: http://astroweb.iag.usp.br/~dalpino/AGA215/NOTAS/Distribuicao_Energia_LinhasEspectrais-Bete.pdf. 21
- 2.2 As ondas de menor energia estão à esquerda na ilustração acima e as de maior energia à direita, compondo o espectro eletromagnético. Assim é mais fácil compreender porque estrelas de temperatura mais alta são mais azuladas. Disponível em: <http://kajkrause.blogspot.com.br/2009/06/o-espectro-eletromagnetico.html>. 22
- 2.3 Representação do espectro do Sol, comparado com o espectro contínuo e espectros de emissão de alguns elementos químicos. Nota-se que nunca um mesmo espectro se repete para dois elementos químicos. Disponível em: http://www.on.br/site_edu_dist_2011/site/conteudo/modulo2/3_espectros_estelares/espectro/espectro-geral.html. 23
- 2.4 Representação da ideia de Bohr: o elétron requereu exatamente o suprimento de energia fornecido pelo fóton de luz verde para passar da primeira orbita à terceira, dando origem ao espectro de absorção. Disponível em: <http://www.brasilescola.com/quimica/espectros-eletromagneticos-estrutura-atomo.htm>. 24
- 2.5 A figura descreve as principais características que definem os tipos espectrais. Os tipos adicionais WPQSRNC também são utilizados atualmente. Fonte: Maciel (1999). 26
- 2.6 A figura mostra diversas correlações envolvendo índice de cor para a classe das estrelas I e sua respectiva T_{ef} . Fonte: Maciel (1999). 28
- 2.7 A figura mostra diversas correlações envolvendo índice de cor para a classe das estrelas III e sua respectiva T_{ef} . Fonte: Maciel (1999). 29
- 2.8 A figura mostra diversas correlações envolvendo índice de cor para a classe das estrelas V e sua respectiva T_{ef} . Fonte: Maciel (1999). 30
- 2.9 A figura mostra as etapas de como é formado um espectro de emissão. Disponível em: http://www.on.br/site_edu_dist_2011/site/conteudo/modulo2/3_espectros_estelares/espectro/espectro-geral.html. 32
- 2.10 Acima o processo de formação de um espectro de absorção. 33

2.11 O diagrama de níveis de energia (E) representa o potencial de excitação χ e o potencial de ionização I . A região onde $E > 0$ é a região do contínuo. Fonte: Gray (2005, p. 14).	34
2.12 Representação de três espectros normalizados de uma estrela gigante. A temperatura decresce de cima para baixo. Figura retirada de Biazzo et al. 2007.	36
2.13 A dependência da intensidade da linha espectral com a temperatura. H I, He I, Ca I, são átomos neutros, com todos os elétrons. H II, He II, O II, Ca II, são átomos uma vez ionizados, que perderam 1 elétron. He III, O III, Ca III, são átomos, duas vezes ionizados, que perderam 2 elétrons. Disponível em: http://www.on.br/site_edu_dist_2011/site/conteudo/modulo2/3_espectros_estelares/espectros-estelares/classes-espectrais.html .	37
2.14 Perfil da linha – Intensidade <i>versus</i> comprimento de onda. Disponível em: http://astroweb.iag.usp.br/~dalpino/AGA215/NOTAS/Distribuicao_Energia_LinhasEspectrais-Bete.pdf .	38
2.15 Tipos espectrais de diferentes estrelas. Podemos notar que a intensidade das linhas espectrais, varia de acordo com a temperatura da estrela. Disponível em: http://astroinfo.blogspot.com.br/p/classificacao-espectral-de-harvard-e-os.html .	39
2.16 Medida da largura equivalente de uma linha. A área do retângulo b é idêntica à área a , preenchida pelo perfil da linha. Disponível em: http://astronomy.swin.edu.au/cosmos/E/Equivalent+Width .	40
2.17 Linhas metálicas típicas mostram um máximo na intensidade como função da temperatura. Fonte: GRAY (2005, p. 316).	42
2.18 Comparação das linhas de absorção de três espectros com diferentes temperaturas: Linhas 3, 2 e 1 correspondem às temperaturas 4250 K, 5000 K e 6000 K, respectivamente.	43
3.1 Intensidade específica monocromática de um corpo negro para várias temperaturas. Disponível em: http://astro.if.ufrgs.br/rad/rad/rad.htm .	44
4.1 Comparação entre os gráficos do trabalho de Padgett e dos espectros sintéticos para a razão VI 6199 / FeI 6200.	50
4.2 Comparação entre os gráficos do trabalho de Padgett e dos espectros sintéticos para a razão VI 6119 / FeI 6219.	51
4.3 Interface gráfica do software SPECTRUM com parâmetros de entrada utilizados.	57
4.4 Ilustração da determinação manual da gaussiana para obtenção da largura equivalente da linha espectral 6200 Å.	59

- 5.1 Análise gráfica das medidas de largura equivalente da linha de Ti II, com $\chi = 1,89$, para os espectros sintéticos, de acordo com a gravidade da estrela. Podemos notar que, a medida que a temperatura efetiva aumenta, a intensidade da linha diminui. 67
- 5.2 Medidas da largura equivalente para a linha $\lambda 4116,4$ V I, com $\chi = 0,28$ eV. Além da pouca quantidade de medidas de largura equivalente obtida, esta linha foi desconsiderada em nossa análise, pois está em uma região do espectro misturada por outras linhas, dificultando a precisão das medidas e foi confundida, no momento do cálculo da largura equivalente pelo código ARES, com a linha $\lambda 4116,7$ V I, com $\chi = 0,27$ eV. 68
- 5.3 Visualização, acima, do espectro de uma estrela com parâmetros atmosféricos de $T_{\text{ef}} = 4000$ K e $\log g = 3.0$. Abaixo o destaque da região espectral próxima a 4000 \AA , onde o efeito de mistura é evidente devido a grande quantidade de linhas espectrais. 71
- 5.4 Razão composta pelas linhas CrII ($4284,2 \text{ \AA}$) e TiI ($4290,9 \text{ \AA}$), que possuem um alto ($\chi = 3,85$ eV) e um baixo ($\chi = 0,81$ eV) potencial de excitação, respectivamente. 72
- 5.5 Razão composta pelas linhas CrII ($4284,2 \text{ \AA}$) e VI ($4352,8 \text{ \AA}$), que possuem um alto ($\chi = 3,85$ eV) e um baixo ($\chi = 0,07$ eV) potencial de excitação, respectivamente. 73
- 5.6 Razão composta pelas linhas CrII ($4554,99 \text{ \AA}$) e TiI ($4512,74 \text{ \AA}$), que possuem um alto ($\chi = 4,07$ eV) e um baixo ($\chi = 0,84$ eV) potencial de excitação, respectivamente. 73
- 5.7 Razão composta pelas linhas CrII ($4554,99 \text{ \AA}$) e MgI ($4571,1 \text{ \AA}$), que possuem um alto ($\chi = 4,07$ eV) e um baixo ($\chi = 0$ eV) potencial de excitação respectivamente. 74
- 5.8 Razão composta pelas linhas CrII ($4588,2 \text{ \AA}$) e TiI ($4512,74 \text{ \AA}$), que possuem um alto ($\chi = 4,07$ eV) e um baixo ($\chi = 0,84$ eV) potencial de excitação, respectivamente. 74
- 5.9 Razão composta pelas linhas CrII ($4588,2 \text{ \AA}$) e CrI ($4646,16 \text{ \AA}$), que possuem um alto ($\chi = 4,07$ eV) e um baixo ($\chi = 1,03$ eV) potencial de excitação, respectivamente. 75
- 5.10 Razão composta pelas linhas CrII ($4588,2 \text{ \AA}$) e TiI ($4656,47 \text{ \AA}$), que possuem um alto ($\chi = 4,07$ eV) e um baixo ($\chi = 0$ eV) potencial de excitação, respectivamente. 75
- 5.11 Razão composta pelas linhas CrII ($4592,05 \text{ \AA}$) e CrI ($4646,16 \text{ \AA}$), que possuem um alto ($\chi = 4,07$ eV) e um baixo ($\chi = 1,03$ eV) potencial de excitação, respectivamente. 76
- 5.12 Razão composta pelas linhas CrII ($4592,05 \text{ \AA}$) e TiI ($4656,47 \text{ \AA}$), que possuem um alto ($\chi = 4,07$ eV) e um baixo ($\chi = 0$ eV) potencial de excitação, respectivamente. 76

- 5.13 Razão composta pelas linhas CrII (5237,32 Å) e FeI (5225,53 Å), que possuem um alto ($\chi = 4,07$ eV) e um baixo ($\chi = 0,11$ eV) potencial de excitação, respectivamente. 77
- 5.14 Razão composta pelas linhas CrII (5237,32 Å) e CrI (5296,7 Å), que possuem um alto ($\chi = 4,07$ eV) e um baixo ($\chi = 0,98$ eV) potencial de excitação, respectivamente. 77
- 5.15 Razão composta pelas linhas CrII (5237,32 Å) e CrI (5300,7 Å), que possuem um alto ($\chi = 4,07$ eV) e um baixo ($\chi = 0,98$ eV) potencial de excitação, respectivamente. 78
- 5.16 Razão composta pelas linhas FeII (5272,4 Å) e FeI (5225,53 Å), que possuem um alto ($\chi = 5,96$ eV) e um baixo ($\chi = 0,11$ eV) potencial de excitação, respectivamente. 78
- 5.17 Razão composta pelas linhas FeII (5272,4 Å) e CrI (5296,7 Å), que possuem um alto ($\chi = 5,96$ eV) e um baixo ($\chi = 0,98$ eV) potencial de excitação, respectivamente. 79
- 5.18 Razão composta pelas linhas FeII (5339,9 Å) e CrI (5300,7 Å), que possuem um alto ($\chi = 4,8$ eV) e um baixo ($\chi = 0,98$ eV) potencial de excitação, respectivamente. 79
- 5.19 Razão composta pelas linhas FeII (5339,9 Å) e FeI (5405,7 Å), que possuem um alto ($\chi = 4,8$ eV) e um baixo ($\chi = 0,99$ eV) potencial de excitação, respectivamente. 80
- 5.20 Razão composta pelas linhas FeII (5339,9 Å) e CrI (5409,7 Å), que possuem um alto ($\chi = 4,8$ eV) e um baixo ($\chi = 1,03$ eV) potencial de excitação, respectivamente. 80
- 5.21 Razão composta pelas linhas FeI (5633,9 Å) e VI (5409,7 Å). que possuem um alto ($\chi = 4,99$ eV) e um baixo ($\chi = 1,05$ eV) potencial de excitação, respectivamente. 81
- 5.22 Razão composta pelas linhas FeI (5835,43 Å) e NiI (5892,88 Å), que possuem um alto ($\chi = 5,06$ eV) e um baixo ($\chi = 1,99$ eV) potencial de excitação, respectivamente. 81
- 5.23 Razão composta pelas linhas SiI (6244,47 Å) e FeI (6200,32 Å), que possuem um alto ($\chi = 5,61$ eV) e um baixo ($\chi = 2,61$ eV) potencial de excitação, respectivamente. 82
- 5.24 Razão composta pelas linhas SiI (6244,47 Å) e TiI (6258,71 Å), que possuem um alto ($\chi = 5,61$ eV) e um baixo ($\chi = 1,46$ eV) potencial de excitação, respectivamente. 82
- 5.25 Razão composta pelas linhas SiI (6244,47 Å) e TiI (6261,1 Å), que possuem um alto ($\chi = 5,61$ eV) e um baixo ($\chi = 1,43$ eV) potencial de excitação, respectivamente. 83

- 5.26 Razão composta pelas linhas MgI (6318,72 Å) e TiI (6258,71 Å), que possuem um alto ($\chi = 5,11$ eV) e um baixo ($\chi = 1,46$ eV) potencial de excitação, respectivamente. 83
- 5.27 Razão composta pelas linhas MgI (6318,72 Å) e TiI (6261,1 Å), que possuem um alto ($\chi = 5,11$ eV) e um baixo ($\chi = 1,43$ eV) potencial de excitação, respectivamente. 84
- 5.28 Razão composta pelas linhas MgI (6318,72 Å) e FeI (6358,68 Å), que possuem um alto ($\chi = 5,11$ eV) e um baixo ($\chi = 0,86$ eV) potencial de excitação, respectivamente. 84
- 5.29 Razão composta pelas linhas SiIII (6347,09 Å) e FeI (6355,03 Å), que possuem um alto ($\chi = 8,12$ eV) e um baixo ($\chi = 2,84$ eV) potencial de excitação, respectivamente. 85
- 5.30 Razão composta pelas linhas SiIII (6347,09 Å) e FeI (6358,68 Å), que possuem um alto ($\chi = 8,12$ eV) e um baixo ($\chi = 0,86$ eV) potencial de excitação, respectivamente. 85
- 5.31 Razão composta pelas linhas FeII (5168,66 Å) e TiIII (5129,16 Å), que possuem um alto ($\chi = 5$ eV) e um baixo ($\chi = 1,89$ eV) potencial de excitação, respectivamente. 87
- 5.32 Razão composta pelas linhas NiII (5197,17 Å) e TiI (5266,4 Å), que possuem um alto ($\chi = 3,9$ eV) e um baixo ($\chi = 0,83$ eV) potencial de excitação, respectivamente. 87
- 5.33 Estrelas frias, de tipo espectral K, apresentam consideravelmente mais linhas de absorção visíveis em seu espectro do que estrelas mais quentes, como aquelas com o tipo espectral G. Fonte: Gray (2005, p. 219). 89
- 5.34 A distribuição em comprimento de onda das linhas dos espectros do Sol e de Arcturus é mostrado nesta figura. Podemos notar que medidas de linhas nos comprimentos de onda menores devem ser realizadas com cuidado maior para manter seu valor verdadeiro. Fonte: GRAY (2005, p. 220 e 221). 90
- 5.35 A figura representa, de cima para baixo e da esquerda para a direita, oito espectros sintéticos de diferentes temperaturas e gravidades. São eles, sequencialmente: $T_{\text{ef}} = 3500$ e $\log g = 4,0$, $T_{\text{ef}} = 5000$ e $\log g = 4,5$, $T_{\text{ef}} = 6250$ e $\log g = 3,5$, $T_{\text{ef}} = 7750$ e $\log g = 5,0$, $T_{\text{ef}} = 9750$ e $\log g = 2,0$, $T_{\text{ef}} = 20000$ e $\log g = 3,0$, $T_{\text{ef}} = 35000$ e $\log g = 4,5$ e $T_{\text{ef}} = 50000$ e $\log g = 5,0$. 91
- 5.36 A diferença nas intensidades das linhas espectrais devido a diferença na gravidade está representada nesta figura. Os dois espectros possuem a mesma temperatura efetiva, 6250 K, porém gravidades diferentes, $\log g = 1,0$ e $\log g = 4,5$. 92
- 5.37 Valores comparativos de EW de linhas de absorção do espectro sintético com $T_{\text{ef}} = 6500$ K e $\log g = 4,5$ calculados pelo ARES - automaticamente (eixo x), e com o IRAF "manualmente" (eixo y). 93

5.38 Situação causada no ajuste da gaussiana pelo IRAF para a determinação da medida de largura equivalente de uma linha espectral influenciada por outra linha.	94
5.39 Ajuste da regressão linear da razão entre as larguras equivalente de VI $\lambda 6199$ por FeI $\lambda 6200$ <i>versus</i> a temperatura efetiva de espectros padrões. No gráfico, o eixo x representa a temperatura efetiva e o eixo y é a razão de VI $\lambda 6199$ por FeI $\lambda 6200$. Mais detalhes sobre as estrelas padrões e os ajustes encontrados em Padgett (2006).	96
5.40 Parâmetros do ajuste linear das quatro razões empregadas por Padgett (1996).	97
5.41 Comparação entre os gráficos do trabalho de Padgett e dos espectros sintéticos.	98
5.42 Comparação entre os gráficos do trabalho de Padgett e dos espectros sintéticos.	98
5.43 Comparação entre os gráficos do trabalho de Padgett e dos espectros sintéticos.	99
5.44 Comparação entre os gráficos do trabalho de Padgett e dos espectros sintéticos.	99
5.45 Gráfico 3D da razão composta pelas linhas MgI (6318,72 Å) e VI (6258,71 Å). Ambas possuem altos e baixos potenciais de excitação ($\chi = 5,11$ eV e 0,26 eV, respectivamente).	101
5.46 Gráfico 3D da razão composta pelas linhas SiII (6347,09 Å) e FeI (6358,68 Å). Ambas possuem altos e baixos potenciais de excitação ($\chi = 8,12$ eV e 0,86 eV, respectivamente).	101

Lista de Tabelas

4.1 Os 476 modelos da grade ap00k2odfnew.dat de Kurucz.	53
4.2 Valores de velocidade de microturbulência utilizados para o cálculo dos modelos.	56
4.3 Início da lista de linhas espectrais de Barbuy et al. (2006).	60
5.1 Lista de linhas pré-selecionadas como boas candidatas para serem indicadoras de temperatura.	69
5.2 Medidas de largura equivalente da linha 6261,1 Å.	95
5.3 Parâmetro dos novos pares de linhas pesquisados neste trabalho para serem empregados no método rápido de determinação de temperatura estelar.	102
5.4 Dados dos espectros do Sol e da estrela HD85883	103
5.5 Razões obtidas para os dois espectros e os respectivos valores de temperatura encontrados para cada uma delas.	104
5.6 Razões obtidas para os dois espectros e os respectivos valores de gravidade encontrados para cada uma delas.	105

Capítulo 1

Introdução

1.1 Introdução

Desde muito tempo, ao longo da história da Astronomia, os astrônomos se ocupam das observações do céu, classificando e descrevendo constituintes do Universo, desenvolvendo uma história e uma arquitetura para cada estrutura, determinando distâncias, tamanhos e idade dos astros, na busca do entendimento do seu funcionamento. Dentre estes astros estão as estrelas, na qual trataremos, neste capítulo, sobre a importância do seu estudo e determinação dos seus parâmetros.

As estrelas podem viver bilhões de anos, passando por grandes transformações, e suas temperaturas podem variar ao longo da sua evolução. A temperatura pode ser determinada a partir da análise da luz emitida pela estrela, ao ser dispersa por um espectrógrafo, gerando as linhas espectrais. Falaremos desta técnica adiante.

A radiação estelar que observamos é usualmente constituída de um espectro contínuo e de linhas de absorção. Nos modelos mais simples, para a formação desta radiação, há um contínuo proveniente da base da atmosfera (sub-fotosfera) e, a interação desta radiação com a região mais fria, a fotosfera, faz com que o contínuo seja absorvido seletivamente pelos átomos dos elementos químicos que a compõem, dando origem as linhas de absorção. A intensidade dessas linhas dependerá das abundâncias dos vários elementos presentes e dos níveis de excitação e ionização destes na atmosfera estelar. Em cada ponto da atmosfera, o processo de emissão e absorção ocorre simultaneamente. Nesta região, há uma grande variação das condições físicas (temperatura, pressão e densidade) em função da profundidade óptica.

O estudo da atmosfera estelar é uma ferramenta importante para conectar nossas observações a outros parâmetros estelares de interesse. A maior porção do espectro visível é proveniente da região da fotosfera da estrela. A sua natureza é fortemente afetada por sua temperatura característica. De acordo com Gray (2005), a temperatura ao longo da fotosfera

cai por pouco mais de um fator de dois de sua base para o seu topo; e em vez de escolher uma temperatura de alguma profundidade para caracterizar este parâmetro, é de costume usar o termo temperatura efetiva, que será definido adiante. A porção do espectro estelar emitida pela fotosfera é um espectro de linhas de absorção. As linhas de absorção são estreitas regiões escuras do espectro, chamadas frequentemente de linhas de Fraunhofer (de Joseph Fraunhofer), que foi o primeiro a observá-las no espectro solar. A intensidade e o tipo de linhas de absorção são utilizados para classificação estelar quanto ao tipo espectral e classe de luminosidade.

A determinação de propriedades físicas das estrelas, como massa, composição química, velocidade de rotação, gravidade superficial, luminosidade, temperatura, e outras, para as mais diferentes classes espectrais, são parâmetros importantes nos estudos da evolução das estrelas e de suas relações com o meio interestelar. A temperatura efetiva é um dos parâmetros fundamentais para a astrofísica estelar. Ela ajuda a determinar a localização das estrelas no diagrama H-R em qualquer fase de sua vida. Segundo Kovtyukh et al. (2003), a alta precisão na determinação da temperatura efetiva pode ajudar a resolver várias questões pendentes na astrofísica estelar, inclusive sobre planetas extra-solares. Sem a determinação precisa da temperatura, outros parâmetros físicos e atmosféricos das estrelas dificilmente poderiam ser estimados. Portanto, enormes esforços focados em determinar a temperatura, com precisões cada vez melhores, estão sendo empenhados e vários métodos têm sido desenvolvidos e aprimorados para esta finalidade.

1.2 Objetivo do Trabalho

Como dissemos a temperatura é fundamental para o entendimento da estrutura e evolução estelar, e, além disto, os novos instrumentos que tem sido desenvolvidos nos últimos anos foram projetados para fornecer uma quantidade de dados sem precedentes. O que um espectrógrafo de fibras ópticas ou de alta resolução modernos fazem em uma noite necessitaria de semanas com os instrumentos antigos. Sendo assim a quantidade de dados disponíveis para análise tem crescido num ritmo que exige novas ferramentas de tratamento de dados e análise. Por exemplo, utilizando os métodos tradicionais de redução e análise espectroscopia para determinação dos parâmetros estelares e abundâncias químicas, uma noite de observação com o espectrógrafo STELES instalado no SOAR demoraria vários meses de

análise. Portanto um esforço de estudo e desenvolvimento de novas ferramentas computacionais para automatizar parte desta análise é fundamental na astronomia de hoje.

Neste trabalho estudamos a técnica de determinação da temperatura estelar usando razões entre larguras equivalentes de linhas de absorção, que possuem altos e baixos valores de potencial de excitação, com o objetivo de melhorar e facilitar a determinação de parâmetros estelares, tais como a temperatura efetiva e a gravidade. A técnica estudada é chamada de “razões de linhas”, pois utiliza razões entre as larguras equivalentes de linhas metálicas como indicadores da temperatura, pois as linhas de metais variam muito sua intensidade com a temperatura.

Portanto, o foco do trabalho é utilizar espectros sintéticos para testar e identificar novas linhas em uma faixa espectral maior, na qual o método se aplica, para estrelas com diferentes parâmetros atmosféricos. O método razões de linhas foi utilizado, pois é um método razoavelmente direto de determinação da temperatura. Ele não sofre influências devidas ao material circunstelar, e é um método que pode ser automatizado com relativa facilidade.

Capítulo 2

Fundamentação Teórica

2.1 Espectroscopia

A espectroscopia nasceu com o estudo da interação entre a matéria e a luz. A visualização desta interação é feita utilizando-se luz visível dispersa de acordo com o seu comprimento de onda. Cronologicamente, segundo Oliveira Filho & Saraiva (2004), em 1802, William Hyde Wollaston (1766 – 1828), observou que, passando luz solar por uma fenda e depois por um prisma, apareciam linhas escuras sobrepostas ao espectro contínuo. Mais tarde se descobriu que estas linhas escuras eram devidas a luz do Sol absorvida em certos comprimentos de onda. Por volta de 1814, o alemão Joseph Von Fraunhofer (1787 – 1826), fabricante de instrumentos de vidro, já havia catalogado 475 dessas linhas escuras (que hoje chamamos de linhas de Fraunhofer) no espectro solar. Fraunhofer foi capaz de associar, pela primeira vez, essas linhas com um “elemento da Terra”. Ele verificou que a mesma linha escura observada no Sol aparece quando sal é jogado em uma chama. A ciência da espectroscopia nasceu com a identificação desta linha: a linha do sódio.

A presença do sódio no Sol foi detectada graças à espectroscopia, um método que possibilitou detectarmos a presença de elementos em objetos distantes através da sua emissão/absorção de luz. Nesta técnica nós podemos não somente detectar sinais da presença de elementos na atmosfera estelar, mas podemos determinar sua quantidade. Muitas informações podem ser extraídas de um espectro, neste sentido, através do seu estudo, determinamos vários parâmetros estelares, tal como a temperatura efetiva, gravidade superficial e metalicidade.

A fundamentação da espectroscopia foi estabelecida por um químico alemão, Robert Wilhelm Bunsen (1811 – 1899), e seu colaborador, o físico Gustav Robert Kirchhoff (1824 – 1887). Bunsen, em 1856, inventou o bico de gás, chamado de Bico de Bunsen, cuja vantagem era a de ter chama incolor. Assim, quando um elemento era colocado sobre a chama, as cores emitidas eram realmente da substância e não provenientes da chama.

Bunsen e Kirchhoff utilizaram um espectrógrafo (um prisma colocado na frente de um conjunto de lentes) para distinguir melhor as cores da luz das chamas analisadas e começaram a identificar linhas com os elementos químicos. A partir da observação de que o comprimento de onda da luz absorvida e emitida por um dado elemento é o mesmo, Kirchhoff determinou que 70 linhas escuras do espectro solar correspondiam a 70 linhas brilhantes emitidas por vapor de ferro, e pôde resumir a produção de linhas espectrais em três leis, ilustradas na figura 2.1:

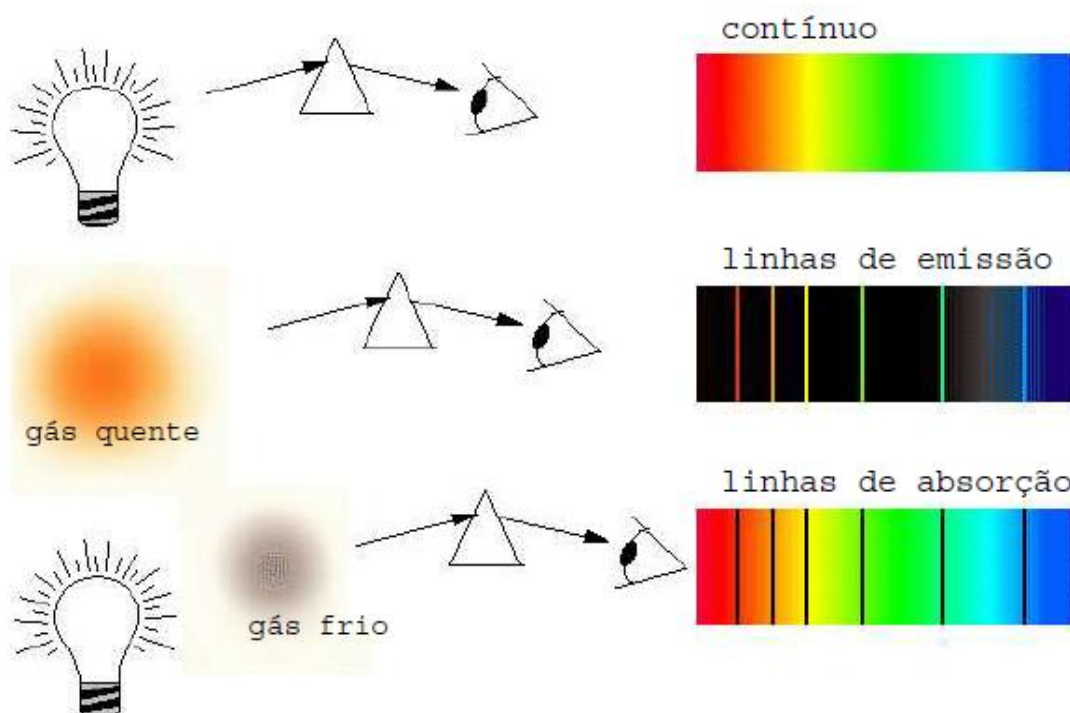


Figura 2.1: Ilustração da técnica espectroscopia, descrita no texto. A primeira ilustração (de cima para baixo) é da dispersão da luz branca. As ilustrações seguintes mostram como a emissão e a absorção, respectivamente, aparecem no espectro.

Disponível em: http://astroweb.iag.usp.br/~dalpino/AGA215/NOTAS/Distribuicao_Energia_LinhasEspectrais-Bete.pdf

2.1.1 Leis de Kirchhoff:

- 1ª) Um objeto sob alta pressão (alta densidade), no estado sólido, líquido ou gasoso, quando aquecido produzirá um espectro contínuo de emissão.
- 2ª) Um gás a baixa pressão (baixa densidade) produzirá um espectro de linhas brilhantes de emissão quando submetido a uma temperatura suficientemente alta.
- 3ª) Um gás localizado à frente de uma fonte de radiação contínua, sob baixas pressão (densidade) e temperatura, produzirá um espectro de linhas de absorção.

Estas são as três leis enunciadas por Kirchhoff que estabelecem a emissão e a absorção de radiação. Uma aplicação imediata destes resultados foi a identificação de elementos encontrados no Sol e em outras estrelas. Com esta técnica, a espectroscopia, nós podemos e quantificar os elementos presentes na atmosfera da estrela, e podemos determinar vários parâmetros estelares importantes.

2.2 O Espectro Eletromagnético das Estrelas e a Estrutura do Átomo

A luz visível, micro-ondas, os raios-x, as ondas de rádio e TV, os raios ultravioletas, entre outros tantos exemplos são fenômenos físicos de mesma natureza, ou seja, todos eles são ondas eletromagnéticas. Todo corpo em determinada temperatura (e isso inclui estrelas), irradia todas essas ondas eletromagnéticas num padrão que é característico dessa temperatura. O espectro eletromagnético, como ilustrado na figura 2.2, se compõe dessas ondas que diferem de acordo com a sua energia e comprimento de onda:

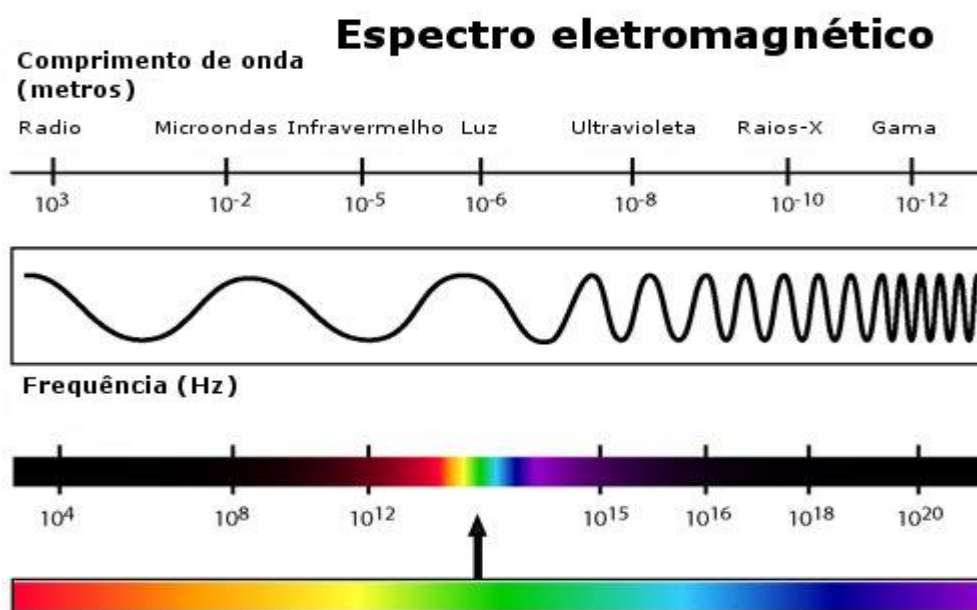


Figura 2.2: As ondas de menor energia estão à esquerda na ilustração acima e as de maior energia à direita, compondo o espectro eletromagnético. Assim é mais fácil compreender porque uma estrela em altas temperaturas é mais azulada.

Disponível em: <http://kajkrause.blogspot.com.br/2009/06/o-espectro-eletromagnetico.html>

O espectro de uma estrela não é contínuo. Encontramos neles certas falhas no padrão, como alguns “buracos” (veja figura 2.3). A análise da configuração dessas lacunas pode nos dar muitas informações sobre as estrelas.

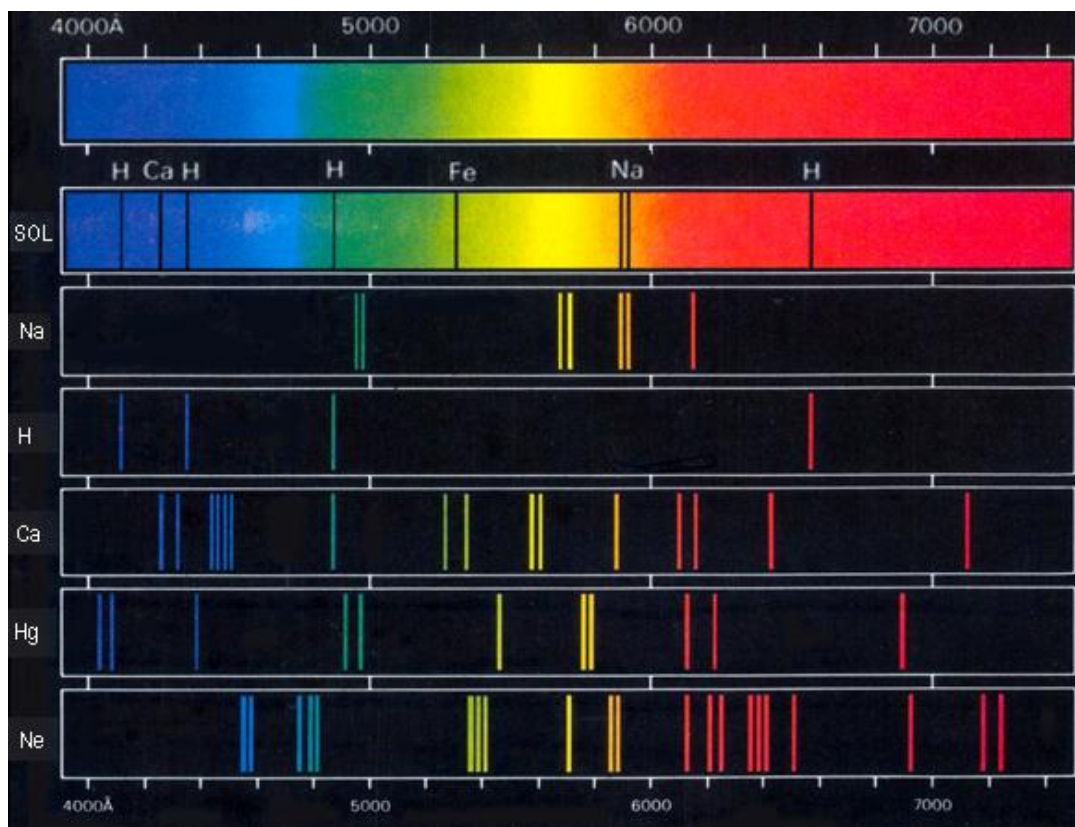


Figura 2.3: Representação do espectro do Sol, comparado com o espectro contínuo e espectros de emissão de alguns elementos químicos. Nota-se que nunca um mesmo espectro se repete para dois elementos químicos.

Disponível em:

http://www.on.br/site_edu_dist_2011/site/conteudo/modulo2/3_espectros_estelares/espectro/espectro-geral.html

O físico dinamarquês Niels Henrik David Bohr (1885 – 1962) percebeu que os espectros descontínuos tinham uma ligação à estrutura dos átomos. Da observação de que os espectros de emissão de cada elemento químico são diferentes, ele propôs então que as linhas luminosas que apareciam nos espectros eram emissões de luz dos elétrons quando eles voltavam para orbitas mais próximas do núcleo.

Em 1913, Bohr propôs uma modificação que complementava o modelo atômico de Rutherford, vigente até então, se concentrando no comportamento dos elétrons ao redor do átomo, aplicando a ideia de quantização proposta em 1900 por Max Planck (1858 – 1947). Essa teoria de Planck afirma que os elétrons são quantizados, no sentido que eles emitem e absorvem quantidades específicas de energia, como se fossem pequenos pacotes de energia, os quais ele chamou de *quanta*. Assim, visto que cada elemento tem um espectro diferente, Bohr propôs que cada elemento possui em seu átomo, elétrons de energias constantes e diferentes, que variam de elemento para elemento. Então, cada elétron só pode ficar em determinada orbita específica, pois em cada uma dessas orbitas o elétron apresenta energia

constante, bem definida e característica. Portanto, os elétrons só podem ocupar os níveis energéticos dos quais ele possui a energia respectiva.

Portanto, os espectros são descontínuos porque os elétrons são quantizados e, um elétron só poderá mudar de nível se ele absorver energia (em quantidade específica), porém retornará ao seu estado fundamental (mais estável) emitindo a energia absorvida. Essa energia é emitida na forma de fótons. Assim, para Bohr, cada linha de emissão que aparecia no espectro dos elementos, indicava a energia quando o elétron voltava de um nível mais energético para outro mais próximo do núcleo, e cada linha escura indicava, conforme a figura 2.4, a energia absorvida pelo elétron, fazendo-o passar para níveis de energia mais energéticos.

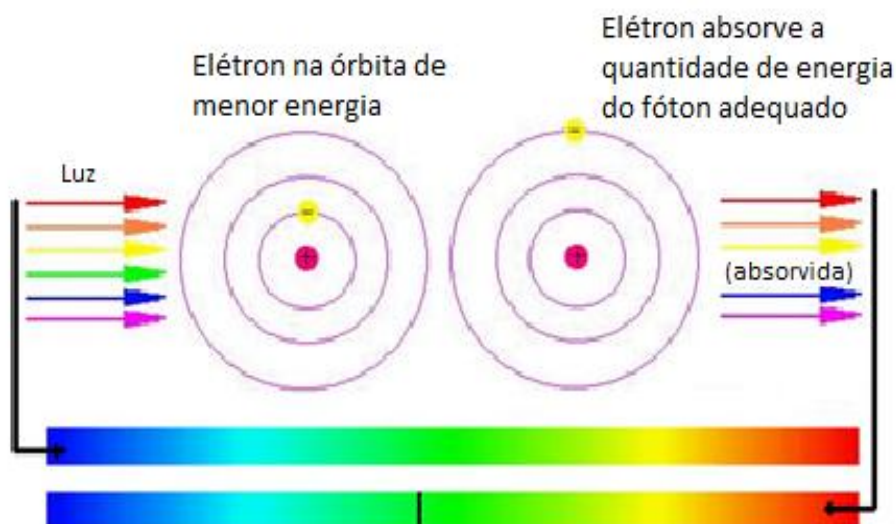


Figura 2.4: Representação da ideia de Bohr: o elétron requereu exatamente o suprimento de energia fornecido pelo fóton de luz verde para passar da primeira órbita à terceira, dando origem ao espectro de absorção. Disponível em: <http://www.brasilecola.com/quimica/espectros-eletromagneticos-estrutura-atomo.htm>

2.3 Classificação das Estrelas

A luz que chega das estrelas até nós contém muita informação, ou melhor, contém tudo que sabemos sobre elas! A simples constatação da coloração já nos dá preciosas dicas sobre a idade das estrelas: as azuladas (as mais quentes) são, em geral, estrelas mais jovens, já as mais avermelhadas (as mais “frias”), são, em geral, estrelas mais velhas. Porém, existem diversos tipos de estrelas e, é importante saber que, nem sempre, a observação da sua cor nos oferece informações suficientes e precisas sobre elas.

Como consequência da cada vez maior quantidade e diversidade de espectros obtidos para análise, os astrônomos tinham, por um lado, a necessidade de identificar as linhas espectrais observadas, e por outro convinha igualmente proceder a uma classificação dos espectros estelares. Assim, Fraunhofer propôs uma identificação alfabética para as principais linhas que eram detectadas nos espectros estelares, indicando com letras maiúsculas as mais fortes e, com minúsculas, as mais fracas, começando por indicar as linhas a partir do vermelho. Enquanto isso, Ângelo Secchi (1818 - 1878), classificava esses espectros em quatro classes principais onde havia uma relação entre as linhas e a cor da estrela. Henry Draper (1837 - 1882) tentou melhorar a classificação espectral simplificada elaborada por Secchi. Draper substituiu os 4 tipos espectrais de Secchi por 16 outras classes, denominando-as pelas letras A, B, C até P, onde estrelas tipo A foram definidas como sendo aquelas com as mais fortes linhas de hidrogênio, cujas intensidades diminuía até chegar ao tipo P. Mas a sua morte prematura impediu-o de continuar e concluir esse trabalho.

O projeto de Draper foi continuado por E. C. Pickering (1846-1919), diretor do Observatório de Harvard. Pickering se propôs a executar um projeto de observação espectroscópica de todo o céu. Ele continuou com este trabalho, contando, entre os seus assistentes, com Annie Jump Cannon (1863-1941), do Observatório de Harvard, cuja enorme capacidade de trabalho permitiu a publicação entre 1918 e 1924 (com alguns aditamentos efetuados posteriormente), do Catálogo Henry Draper, que lista o tipo espectral de cerca de 225 000 estrelas, utilizado internacionalmente e conhecido como Classificação de Harvard.

Com o melhor entendimento dos subníveis da estrutura atômica, que foi possível por volta de 1920, um novo esquema categórico foi adotado, estabelecendo uma ordem mais adequada em função da temperatura da estrela. Assim, algumas letras foram suprimidas e a distribuição alterada, um critério para classificação de estrelas foi universalizado, mostrando

como podemos classificar as estrelas de acordo com a temperatura efetiva. Determinados grupos de linhas característicos de uma determinada faixa de temperatura ou gravidade superficial são utilizados para classificar as estrelas em uma sequência definida pelas letras O, B, A, F, G, K e M, em ordem decrescente de temperatura, conforma a figura 2.5, abaixo:

tipo	características
O	linhas do He II; linhas de C III, N III, O III, Si IV etc. linhas do H fracas; contínuo UV intenso;
B	linhas do He I fortes; linhas de He II ausentes; linhas do H mais intensas; linhas de C II, O II etc.
A	linhas do H atingem máximo (A0); linhas fortes de Mg II, Si II; linhas do Ca II fracas;
F	linhas do H mais fracas; linhas do Ca II mais fortes; linhas de átomos neutros e uma vez ionizados;
G	linhas intensas de Ca II; linhas de metais neutros; banda G do CH intensa;
K	linhas de metais neutros; linhas do H muito fracas; bandas moleculares de CH, CN;
M	bandas moleculares intensas de TiO; linhas de átomos neutros; contínuo no vermelho;
W	estrelas Wolf-Rayet (WR); linhas de emissão muito largas de H, He I, He II, contínuo intenso no UV;
P	estrelas centrais de nebulosas planetárias;
Q	novas;
S	bandas intensas de ZrO, YO, LaO; linhas de átomos neutros; temperaturas como nas classes K, M;
R	bandas intensas de CN, CO no lugar de TiO;
N	bandas de Swann de C ₂ ;
C	carbonadas: bandas intensas de C ₂ , CN, CO; TiO ausente; temperaturas como nas classes K, M.

Figura 2.5: A figura descreve as principais características que definem os tipos espectrais. Os tipos adicionais WPQRNC também são utilizados atualmente. Fonte: Maciel (1999).

Os tipos podem ser subdivididos em até dez subtipos, com os números de 0 a 9, com exceção do tipo O que é subdividida de 5 a 9; nas quais as propriedades físicas variam de forma aproximadamente contínua. É mantida a designação das classes O, B e A como “early

type” e das classes G, K e M como “late type”, embora se saiba que tal não corresponde a uma sequência evolutiva real.

Entretanto, Hertzsprung e Russell (1877-1957), descobriram, independentemente, que as estrelas do mesmo tipo espectral poderiam possuir luminosidades ou magnitudes diferentes. Observaram que, num diagrama de magnitudes (ou luminosidade) versus tipo espectral (ou temperatura), as estrelas povoam regiões bem definidas. O diagrama H-R é o gráfico que correlaciona a luminosidade estelar (ou magnitude visual absoluta) *versus* temperatura (ou tipo espectral). A posição de cada estrela neste diagrama é dada pela sua natureza física e, também, pela sua fase evolutiva. Portanto, o diagrama H-R é como um registro de toda a história do sistema de estrelas considerado. É nisto que reside a enorme importância do diagrama, cujo estudo constitui um dos métodos mais importantes da astronomia estelar, permitindo distinguir diferentes grupos de estrelas, associadas conforme as suas propriedades físicas comuns.

Como a classificação das estrelas só levava em conta a temperatura da estrela, para explicar as diferentes localizações das estrelas no diagrama introduziu-se diferentes classes de luminosidade que completam os tipos espectrais. Cada classe de luminosidade é designada na ordem decrescente de luminosidade (raio): *0 Hipergigantes, I Supergigantes, podendo ser subdividida em Ia e Ib; II Gigantes brilhantes, III Gigantes, IV Subgigantes, V Anãs. Às vezes VI para denotar as subanãs.* (Gray, 2005). As tabelas 2.6, 2.7 e 2.8 mostram diversas correlações envolvendo índice de cor para estrelas de três classes de luminosidade.

Sp	T_{ef}	cor	M_V	BC	M_{bol}	$\log L/L_{\odot}$
		(U-B) ₀				
O3	47 300	-1,21	-6,8	-4,41	-11,2	6,34
O5	40 300	-1,17	-6,6	-3,87	-10,5	6,04
O6	39 000	-1,16	-6,5	-3,74	-10,2	5,95
O8	34 200	-1,13	-6,5	-3,35	-9,8	5,79
B0	26 000	-1,06	-6,4	-2,49	-8,9	5,41
B3	16 200	-0,83	-6,3	-1,26	-7,6	4,88
B5	13 600	-0,72	-6,2	-0,95	-7,2	4,72
B8	11 200	-0,56	-6,2	-0,66	-6,9	4,60
A0	9 700	-0,38	-6,3	-0,41	-6,7	4,54
A3	8 800	-0,14	-6,5	-0,21	-6,7	4,54
A5	8 500	-0,07	-6,6	-0,13	-6,7	4,54
A8	7 900	0,11	-6,6	-0,03	-6,6	4,51
		(B-V) ₀				
F0	7 700	0,17	-6,6	-0,01	-6,6	4,51
F2	7 300	0,23	-6,6	-0,00	-6,6	4,49
F5	6 900	0,32	-6,6	-0,03	-6,6	4,51
F8	6 100	0,56	-6,5	-0,09	-6,6	4,49
G0	5 600	0,76	-6,4	-0,15	-6,6	4,48
G2	5 200	0,87	-6,3	-0,21	-6,5	4,46
G5	4 900	1,02	-6,2	-0,33	-6,5	4,46
G8	4 600	1,15	-6,1	-0,42	-6,5	4,46
K0	4 400	1,24	-6,0	-0,50	-6,5	4,46
K2	4 200	1,35	-5,9	-0,61	-6,5	4,46
K5	3 800	1,60	-5,8	-1,01	-6,8	4,58
K7	3 700	1,63	-5,7	-1,20	-6,9	4,61
		(R-I) ₀				
M0	3 600	0,96	-5,6	-1,29	-6,9	4,61
M2	3 400	1,15	-5,6	-1,62	-7,2	4,74
M5	2 800	1,80	-5,6	-3,47	-9,1	5,48
M6	2 500	2,00	-5,6	-3,90	-9,5	5,65

Figura 2.6: A figura mostra diversas correlações envolvendo índice de cor para a classe das estrelas I e sua respectiva T_{ef} . Fonte: Maciel (1999).

Sp	T_{ef}	cor	M_V	BC	M_{bol}	$\log L/L_{\odot}$
		(U-B) ₀				
O3	50 000	-1,22	-6,6	-4,58	-11,2	6,32
O5	42 500	-1,18	-6,3	-4,05	-10,3	6,00
O6	39 500	-1,17	-6,1	-3,80	- 9,9	5,81
O8	34 700	-1,13	-5,8	-3,39	- 9,2	5,53
B0	29 000	-1,08	-5,1	-2,88	-8,0	5,04
B3	17 100	-0,74	-3,0	-1,60	-4,6	3,70
B5	15 000	-0,58	-2,2	-1,30	-3,5	3,26
B8	12 400	-0,37	-1,2	-0,82	-2,0	2,66
		(B-V) ₀				
A0	10 100	-0,03	0,0	-0,42	-0,4	2,03
A3	8 600	0,08	0,5	-0,17	0,3	1,72
A5	8 100	0,15	0,7	-0,14	0,6	1,63
A8	7 400	0,25	1,2	-0,10	1,1	1,41
F0	7 100	0,30	1,5	-0,11	1,4	1,30
F2	6 900	0,35	1,7	-0,11	1,6	1,23
F5	6 500	0,43	1,6	-0,14	1,6	1,23
F8	6 100	0,54	1,6	-0,16	1,5	1,25
G0	5 900	0,65	1,0	-0,20	0,8	1,53
G2	5 500	0,77	0,9	-0,27	0,6	1,60
G5	5 200	0,86	0,9	-0,34	0,6	1,63
G8	4 900	0,94	0,8	-0,42	0,4	1,71
K0	4 800	1,00	0,7	-0,50	0,2	1,78
K2	4 400	1,16	0,5	-0,61	-0,1	1,90
K5	4 000	1,50	-0,2	-1,02	-1,2	2,34
K7	3 800	1,53	-0,3	-1,17	-1,5	2,45
		(R-I) ₀				
M0	3 800	0,90	-0,4	-1,25	-1,6	2,48
M2	3 600	1,08	-0,6	-1,62	-2,2	2,74
M5	3 300	1,91	-0,3	-2,48	-2,8	2,97
M6	3 200	2,20	-0,2	-2,73	-2,9	3,03

Figura 2.7: A figura mostra diversas correlações envolvendo índice de cor para a classe das estrelas III e sua respectiva T_{ef} . Fonte: Maciel (1999).

Sp	T_{ef}	cor	M_V	BC	M_{bol}	$\log L/L_{\odot}$
		(U-B) ₀				
O3	52 500	-1,22	-6,0	-4,75	-10,7	6,15
O5	44 500	-1,19	-5,7	-4,40	-10,1	5,90
O6	41 000	-1,17	-5,5	-3,93	- 9,4	5,62
O8	35 800	-1,14	-4,9	-3,54	- 8,4	5,23
B0	30 000	-1,08	-4,0	-3,16	-7,1	4,72
B3	18 700	-0,71	-1,6	-1,94	-3,5	3,28
B5	15 400	-0,58	-1,2	-1,46	-2,7	2,92
B8	11 900	-0,34	-0,2	-0,80	-1,0	2,26
		(B-V) ₀				
A0	9 500	-0,02	0,6	-0,30	0,3	1,73
A3	8 700	0,08	1,5	-0,17	1,3	1,32
A5	8 200	0,15	1,9	-0,15	1,7	1,15
A8	7 600	0,25	2,4	-0,10	2,3	0,96
F0	7 200	0,30	2,7	-0,09	2,6	0,81
F2	6 900	0,35	3,6	-0,11	3,5	0,46
F5	6 400	0,44	3,5	-0,14	3,4	0,51
F8	6 200	0,52	4,0	-0,16	3,8	0,32
G0	6 000	0,58	4,4	-0,18	4,2	0,18
G2	5 800	0,63	4,7	-0,20	4,5	0,04
G5	5 700	0,68	5,1	-0,21	4,9	-0,10
G8	5 600	0,74	5,5	-0,40	5,1	-0,18
K0	5 300	0,81	5,9	-0,31	5,6	-0,38
K2	4 900	0,91	6,4	-0,42	6,0	-0,54
K5	4 400	1,15	7,4	-0,72	6,7	-0,82
K7	4 100	1,33	8,1	-1,01	7,1	-1,00
		(R-I) ₀				
M0	3 800	0,92	8,8	-1,38	7,4	-1,11
M2	3 600	1,17	9,9	-1,89	8,0	-1,35
M5	3 200	1,61	12,3	-2,73	9,6	-1,96
M6	3 100	1,93	13,5	-3,21	10,3	-2,28

Figura 2.8: A figura mostra diversas correlações envolvendo índice de cor para a classe das estrelas V e sua respectiva T_{ef} . Fonte: Maciel (1999).

2.4 O Espectro Contínuo e as Linhas Espectrais

O espectro da radiação que chega à superfície estelar é representado, essencialmente, pelo contínuo estelar. Internamente, o equilíbrio termodinâmico é assegurado pelas altas densidades e taxas de produção de energia, produzindo radiação cujo espectro segue a lei de Planck: Radiação de Corpo Negro. Deste modo, o espectro estelar oferece uma indicação precisa da temperatura na base da atmosfera estelar e, ao mesmo tempo, da composição química e dos gradientes de temperatura e pressão da fotosfera, responsáveis pela formação das linhas. Assim, a maioria dos processos estelares detectáveis que ocorrem no interior da estrela diz respeito principalmente às características da superfície. Na região central, as condições devem ser inferidas.

A medida das linhas espectrais pode ser modificada por uma normalização, que se baseia no nível do contínuo. Estabelecemos, na prática, esta intensidade contínua observando o espectro e ajustando o nível do contínuo que deveria estar presente, caso não houvesse nenhuma linha de absorção. Estrelas do tipo O, B e até mesmo A, que apresentam relativamente poucas linhas de absorção, a estimativa do nível do contínuo é relativamente simples. Mas isso se torna uma tarefa difícil para estrelas mais frias, onde há muitas linhas, incluindo linhas fracas que se misturam e não são vistas individualmente. Uma vez que essa retificação do espectro estelar esteja determinada, podemos começar o estudo individual das linhas.

Há uma riqueza de informações contidas nas linhas espectrais, pois a sua formação depende das condições presentes na atmosfera estelar. Portanto, a luz que vem de uma estrela pode nos dizer o que está acontecendo em sua atmosfera.

As linhas espectrais podem ser formadas de duas maneiras: linhas de emissão ou linhas de absorção. Elas aparecem sempre que ocorre mudança na quantidade de energia contida em um determinado elétron presente na atmosfera da estrela

Faremos a seguir uma breve discussão sobre as linhas de emissão e as linhas de absorção que aparecem nos espectros estelares.

2.4.1 Linhas de Emissão

A produção das linhas de emissão ocorre quando um átomo (ou um íon, ou uma molécula) passa de um estado excitado, de maior energia, para um estado de energia mais baixo, emitindo fótons, conforme ilustração da figura 2.9. O número de linhas e seus comprimentos de onda dependem de quais elementos estão presentes na região onde são formadas:

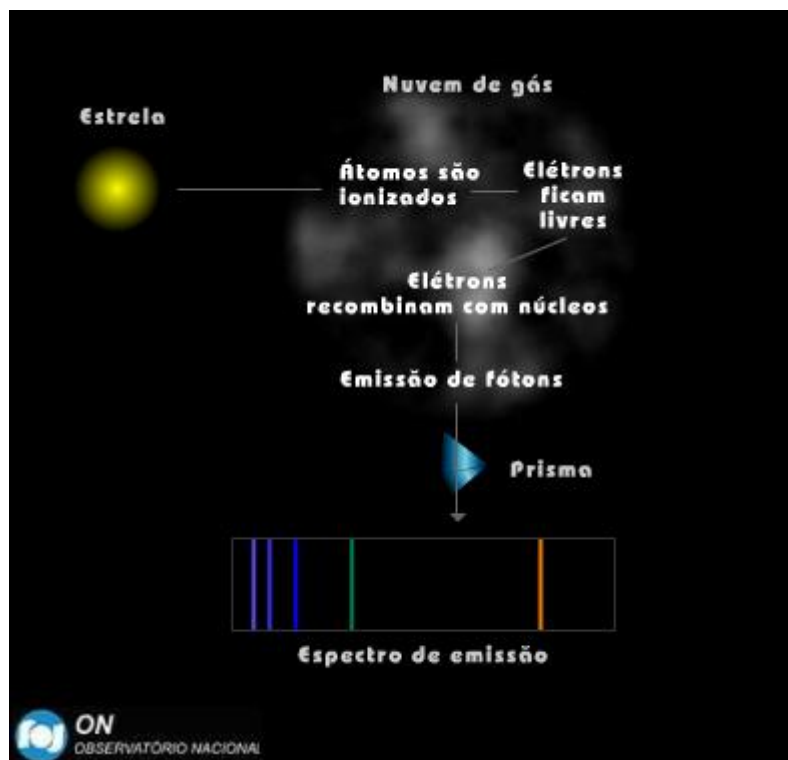


Figura 2.9: A figura mostra as etapas de como é formado um espectro de emissão. As linhas de emissão acontecem quando uma fonte de radiação (estrela) passa por um gás mais quente em sua trajetória.

Disponível em:

http://www.on.br/site_edu_dist_2011/site/conteudo/modulo2/3_espectros_estelares/espectro/espectro-geral.html

2.4.2 Linhas de Absorção

As linhas de absorção são formadas pela absorção de fótons (proveniente dos espalhamentos ocorridos nas camadas mais próximas à fotosfera), por elétrons ligados, neste caso, presentes na atmosfera estelar, que saltam de um nível de energia menos energético para um nível de maior energia, conforme ilustrado na figura 2.10. O comprimento de onda da luz que foi especificamente absorvido dependerá do tamanho do salto, ou seja, grandes saltos, maiores energias absorvidas. Por razão de em todos os elementos e moléculas os elétrons possuem um único conjunto de saltos permitidos (teoria da quantização mencionada na

seção 2.1), a quantidade de energia absorvida por cada elemento é única, como se fosse uma impressão digital deixada através da luz.

Essas linhas de absorção são faixas de energia “roubadas” do fluxo luminoso contínuo que vem do interior da estrela ao passar pela sua atmosfera (menor temperatura) e são produzidas pela absorção da luz.

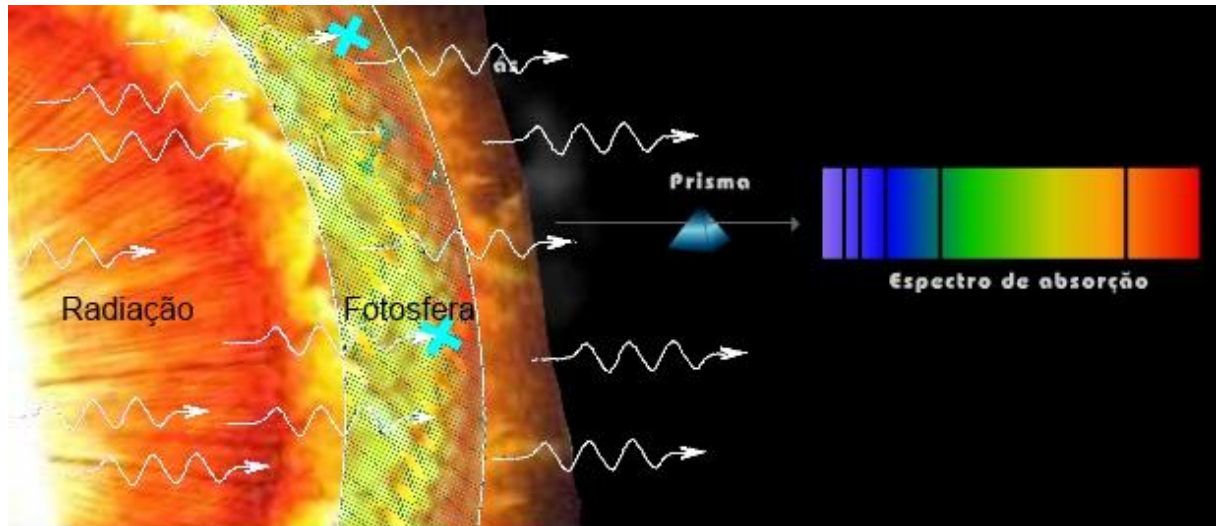


Figura 2.10: Acima o processo de formação de um espectro de absorção.

Quando observamos um espectro estelar podemos facilmente observar a presença de linhas de absorção. As estrelas são basicamente compostas por hidrogênio e hélio, e o resto de elementos mais pesados (chamados de “metais”) que contribuem muito pouco para a abundância total. No entanto, a maioria das linhas de absorção observadas em espectros (principalmente do tipo solar) é devida a esses elementos metálicos.

A aparência e a intensidade das linhas de absorção são determinadas pela composição química, temperatura, gravidade, rotação e turbulência. . A análise da intensidade das linhas é uma das maiores áreas da Astrofísica Teórica e pode fornecer dados sobre a região da atmosfera da estrela onde as linhas são formadas.

2.5 Ionização e Excitação Atômica no Equilíbrio Termodinâmico

Já discutimos que os elétrons pertencentes a um átomo podem fazer transições entre as órbitas (níveis de energia) permitidas pela mecânica quântica, absorvendo ou emitindo a diferença de energia exata que existe entre estas órbitas. O nível de energia mais baixo é chamado de estado fundamental. Os estados que apresentam mais energia do que o estado

fundamental são chamados de estados excitados e são designados, sucessivamente, segundo a ordem de afastamento a partir do núcleo atômico, como primeiro estado excitado, segundo estado excitado, terceiro estado excitado, etc. Os elétrons se tornam livres quando atingem certa energia, chamada potencial de ionização, e não conseguem mais ficar ligados ao núcleo. Assim, o contínuo é a região em que os níveis de energia são superiores à energia do potencial de ionização.

A energia do nível acima do estado fundamental é chamada de potencial de excitação, e é representada pela letra χ na figura 2.11. A diferença de energia entre o nível fundamental e o nível do contínuo é chamada de potencial de ionização, I , que equivale à energia necessária para destruir a ligação do elétron com o núcleo do átomo.

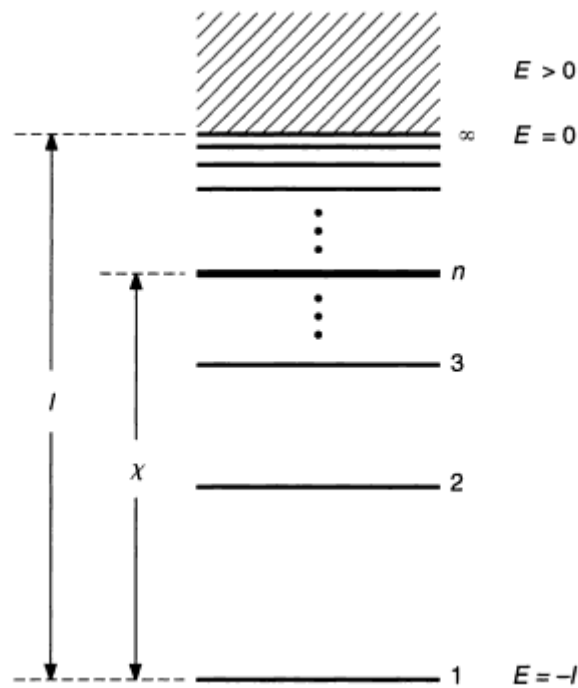


Figura 2.11: O diagrama de níveis de energia (E) representa o potencial de excitação χ e o potencial de ionização I . A região onde $E > 0$ é a região do contínuo. Gray (2005, p. 14)

Os átomos e os íons podem ser ionizados ou excitados por processos de colisão ou por radiação. O processo de colisão ocorre quando átomos colidem um com os outros e transfere parte de sua energia cinética; e o processo de radiação ocorre quando há absorção de um fóton com energia correspondente à diferença de energia entre dois níveis. É o segundo processo que produz as linhas de absorção. Na fotosfera estelar, em alguns casos a interação por colisão domina e em outros, domina a radiação. Existem outros processos, como a transição espontânea e a emissão estimulada, que podem produzir linhas nos espectros estelares, mas não serão discutidos aqui.

Em Gray (2005) é discutido que uma boa aproximação para a teoria da atmosfera estelar pode ser obtida quando consideramos que colisões dominam as excitações dos átomos presentes no gás. Neste caso é possível aplicar a condição de Equilíbrio Termodinâmico – ET. O ET é alcançado quando a temperatura, pressão e potencial químico de um sistema são constantes. Em uma estrela, o ET é assumido quando consideramos que estes parâmetros estão variando lentamente o suficiente no espaço e no tempo. Nestas condições cada ponto emite como um corpo negro a uma dada temperatura T , desde que existam mais transições devido a colisões do que por radiação induzida.

Cada linha espectral tem uma intensidade dependente de parâmetros (temperatura e gravidade) relacionados aos potenciais de excitação e ionização, χ e I . Dentro do formalismo da Mecânica Estatística os níveis discretos de energia de átomos, íons e moléculas são distinguíveis e em condições de equilíbrio termodinâmico a distribuição de Boltzmann, também conhecida como equação de excitação, descreve o comportamento destas estruturas em dois diferentes estados de energia (estados de excitação) e pode ser usada para representar a razão entre o número de átomos em um nível n (N_n) e o número total de átomos do mesmo elemento (N):

$$\frac{N_n}{N} = \frac{g_n}{u(T)} 10^{\theta(T)\chi_n} \quad (2.1)$$

Onde g_n é degenerescência no nível n , χ_n é o potencial (energia) de excitação do mesmo nível, $\theta(T) = 5040/T$, T é a temperatura e a função partição $u(T)$ é dada por:

$$u(T) = \sum g_i e^{\chi_i/kT} \quad (2.2)$$

Onde k é a constante de Boltzmann.

A equação de Boltzmann está relacionada com o equilíbrio de excitação, fornecendo o número de átomos que se encontrarão em cada estado excitado, ou seja, a distribuição de Boltzmann descreve o comportamento da população de átomos e moléculas em estados excitados, e podemos verificar através dela que este comportamento está ligado à temperatura.

Neste mesmo caminho, a equação de Saha, conhecida como equação de ionização, no ET, determina as populações nos estados ionizados:

$$\frac{N_{I+1}}{N_I} = \frac{1}{P_e} \frac{(\pi m_e)^{3/2} (2kT)^{5/2}}{h^3} \frac{u_{I+1}}{u_I} e^{-I/kT} \quad (2.3)$$

Onde N_{I+1}/N_I é a razão entre o número de íons numa dada ionização, u_{I+1}/u_I é a razão das respectivas funções partição, m_e é a massa do elétron, h é a constante de Planck, P_e é a pressão de elétron, e I é o potencial de ionização.

Desta relação de χ e I com a temperatura, vista através das equações 2.1, 2.2 e 2.3, podemos verificar que as diversas linhas espectrais sofrem mudanças diferentes com a variação da temperatura. Isso pode ser notado na figura 2.12, as linhas, com baixo potencial de excitação, tais como ScI $\lambda 6210.67$ e VI $\lambda 6266.33$, aumentam sua profundidade com a diminuição da temperatura, enquanto que a linha FeII $\lambda 6247.56$, com alto potencial de excitação, mostra comportamento oposto. As linhas com χ intermediários, tais como NiII $\lambda 6256.35$, mostram pouca variação com a mudança de temperatura.

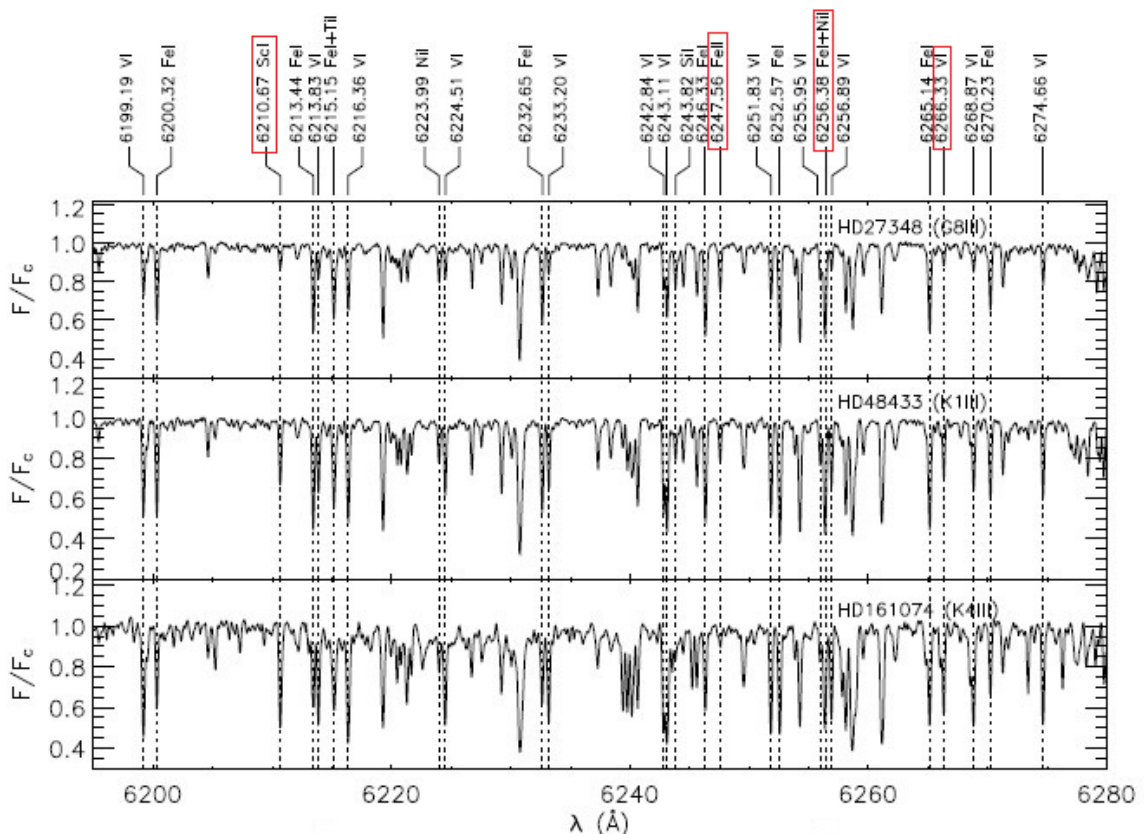


Figura 2.12: Representação de três espectros normalizados de uma estrela gigante. A temperatura decresce de cima para baixo. Biazzo et al. 2007.

A aplicação das leis de Saha e Boltzmann nos permite interpretar os espectros das estrelas. Um exemplo típico encontrado na literatura pode ser observando a figura 2.13, onde podemos compreender como a abundância dos elementos químicos, neutros ou ionizados, varia de acordo com o tipo espectral. Na ilustração, cada elemento está representado por uma curva. Notamos que a uma determinada temperatura, correspondente a uma dada classe espectral, a curva de cada elemento atinge um ponto máximo, se destacando com maior intensidade no espectro. Alguns elementos aparecem em várias formas, neutros e ionizados, na ilustração. Por exemplo, o cálcio aparece como CaI e CaII, neutro e ionizado, respectivamente, e as duas formas podem estar presentes no mesmo tipo de estrela. O cálcio neutro e o ionizado aparecem nas estrelas tipo K e M, sendo que o cálcio ionizado atinge seu máximo nas estrelas K enquanto que as linhas do cálcio neutro ainda são fracas. As linhas de cálcio neutro ficarão mais fortes para os últimos tipos de estrelas M tais como as M7.

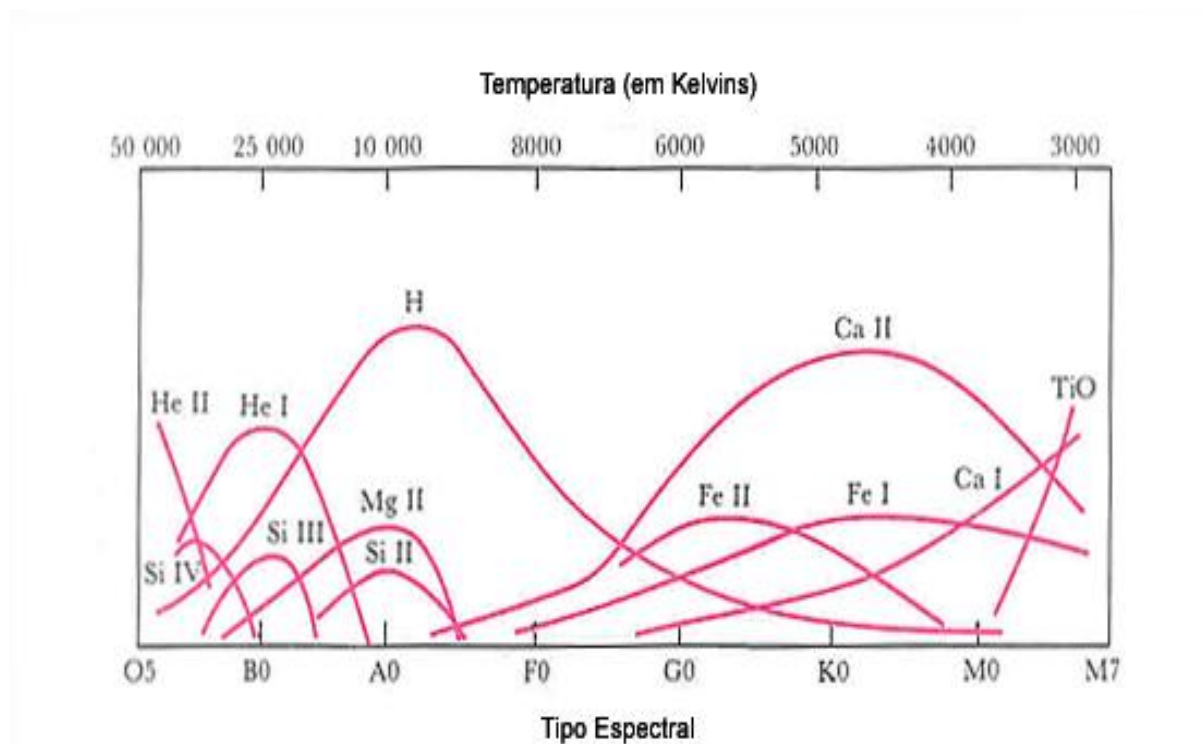


Figura 2.13: A dependência da intensidade da linha espectral com a temperatura. H I, He I, Ca I, são átomos neutros, com todos os elétrons. H II, He II, O II, Ca II, são átomos uma vez ionizados, que perderam 1 elétron. He III, O III, Ca III, são átomos, duas vezes ionizados, que perderam 2 elétrons.

Disponível em: http://www.on.br/site_edu_dist_2011/site/conteudo/modulo2/3_espectros_estelares/espectros-estelares/classes-espectrais.html

2.6 Perfil da Linha Espectral

O perfil de uma linha representa a variação da intensidade com o comprimento de onda (figura 2.14). A forma de uma linha espectral é chamada de perfil da linha. Sua verdadeira forma reflete as propriedades da atmosfera da estrela: temperatura, pressão, gravidade superficial, densidade e velocidade das partículas. Muitas vezes, o perfil observado também é alargado por vários processos físicos, como Alargamento Natural, Alargamento Doppler Térmico, Alargamento Colisional, Efeito Zeeman, ou por razão das condições do instrumento de medição dos espectros.

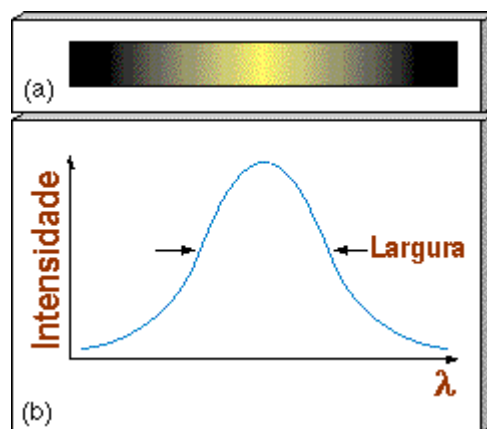


Figura 2.14: Perfil da linha – Intensidade *versus* comprimento de onda. Disponível em: http://astroweb.iag.usp.br/~dalpino/AGA215/NOTAS/Distribuicao_Energia_LinhasEspectrais-Bete.pdf

De acordo com as condições físicas na atmosfera da estrela, as linhas espectrais mostram diferenças na sua intensidade. A profundidade de uma linha de absorção não é fácil de se medir precisamente, em particular para uma linha fraca. A medida da largura equivalente da linha é mais facilmente encontrada. Qualquer análise qualitativa de uma linha espectral pode revelar muitas informações. Por exemplo, para linhas com intensidades fortes, a análise de seu perfil pode ajudar no estudo sobre os mecanismos da sua formação, e assim sobre como as propriedades físicas da atmosfera estelar variam com a profundidade.

O estudo da relação das linhas com os parâmetros estelares, como por exemplo, a temperatura (ver figura 2.15), que discutiremos adiante, é, em geral, muito complexo.

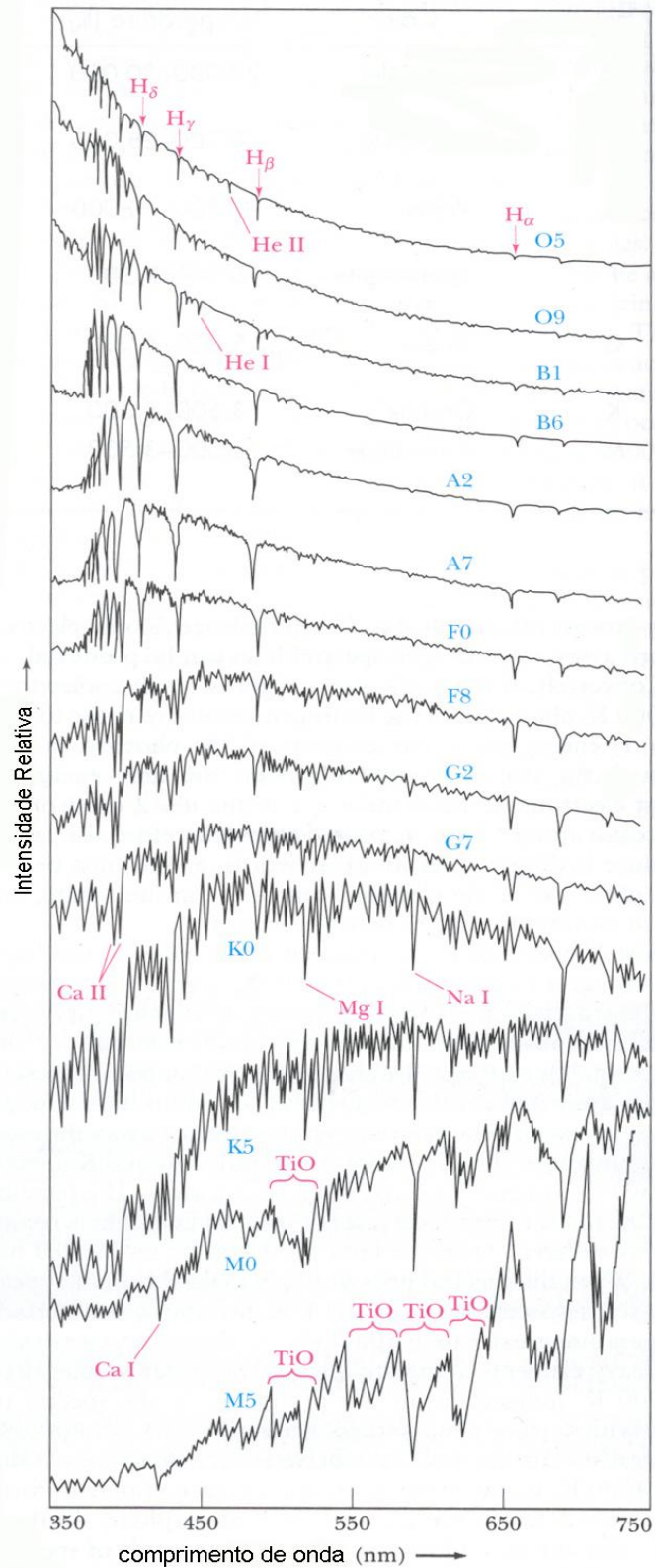


Figura 2.15: Tipos espectrais de diferentes estrelas. Podemos notar que a intensidade das linhas espectrais, até mesmo a própria linha, varia de acordo com a temperatura da estrela. Disponível em: <http://astroinfo.blogspot.com.br/p/classificacao-espectral-de-harvard-e-os.html>

2.7 A Largura Equivalente

A quantidade mais básica que podemos medir em uma linha espectral é a sua profundidade. A forma de uma linha espectral é chamada de perfil da linha. Se denotarmos por F_c o fluxo do contínuo e F_v o fluxo na linha como apresentam os espectros reais, então o perfil da linha será:

$$R_v = \frac{F_c - F_v}{F_c} \quad (2.4)$$

A largura equivalente (do inglês *Equivalent Width* – *EW*) é uma medida da absorção total na linha, e é definida como:

$$EW = \int_0^{\infty} \frac{F_c - F_v}{F_c} d\nu \quad (2.5)$$

EW é, portanto, a largura de uma linha de absorção perfeitamente retangular tendo a mesma absorção total da linha real, representado na figura 2.16.

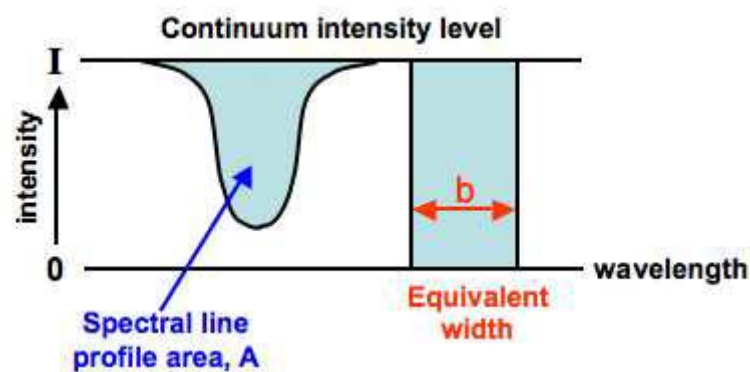


Figura 2.16: Medida da largura equivalente de uma linha.
A área do retângulo **b** é idêntica à área **A**, preenchida pelo perfil da linha.
Disponível em: <http://astronomy.swin.edu.au/cosmos/E/Equivalent+Width>

A largura equivalente de uma linha espectral depende do número de absorvedores presentes na atmosfera da estrela, que produzem tal absorção, e da fração de elétrons do elemento que estão no nível de energia apropriado (capaz de absorver o fóton de comprimento de onda específico da luz proveniente da estrela e passar para um nível superior permitido),

determinados pela equação de Boltzmann e Saha, equação (2.1) e (2.3), respectivamente. Essa população dos níveis depende das condições da atmosfera da estrela, o que faz com que a força da linha dependa da temperatura, pressão dos elétrons, velocidade das partículas, além das constantes atômicas.

Vendo por esse lado, podemos introduzir uma pequena discussão: quanto maior a gravidade, maior a pressão e maior a densidade de um gás em qualquer nível da atmosfera estelar. Sabemos que a pressão e a densidade se relacionam com a temperatura através da lei dos gases perfeitos. Para tanto, também é preciso saber como a temperatura varia de acordo com a profundidade. Quanto maior a densidade, maior o número de absorventes (átomos) por centímetro cúbico, e mais intensa será a linha espectral. Mas a intensidade da linha também depende da fração de átomos com elétrons que podem fazer a absorção dos fótons específicos. Ai entra a temperatura, pois precisamos nos preocupar com quanto de ionização foi realizada e não só com o nível de energia inicial dos elétrons. Quanto maior a temperatura, maior a taxa de ionização (maior o número de colisões). Mas este quadro pode ser revertido, pois a uma dada temperatura todos os elementos estarão ionizados (discutiremos sobre isso adiante). De outro modo, a maior densidade de elétrons favorecerá a realização da recombinação e menos íons haverá (a uma dada temperatura).

Em Gray (2005) é discutida mais a fundo a dependência da força das linhas espectrais com fatores como a temperatura, pressão, microturbulência e abundância dos elementos do gás. Para o nosso estudo, estamos interessados basicamente na relação da temperatura da estrela com a força das linhas espectrais.

2.8 A Dependência da Força das Linhas com a Temperatura

A temperatura controla fortemente a força da linha espectral. Isto surge da contribuição exponencial da temperatura no processo de excitação e ionização (equação de Boltzmann (2.1) e Saha (2.3)). Abaixo, a figura 2.17 apresenta como a força (intensidade) de linhas metálicas varia com a temperatura para quatro casos distintos de um elemento no estado neutro e no estado ionizado:

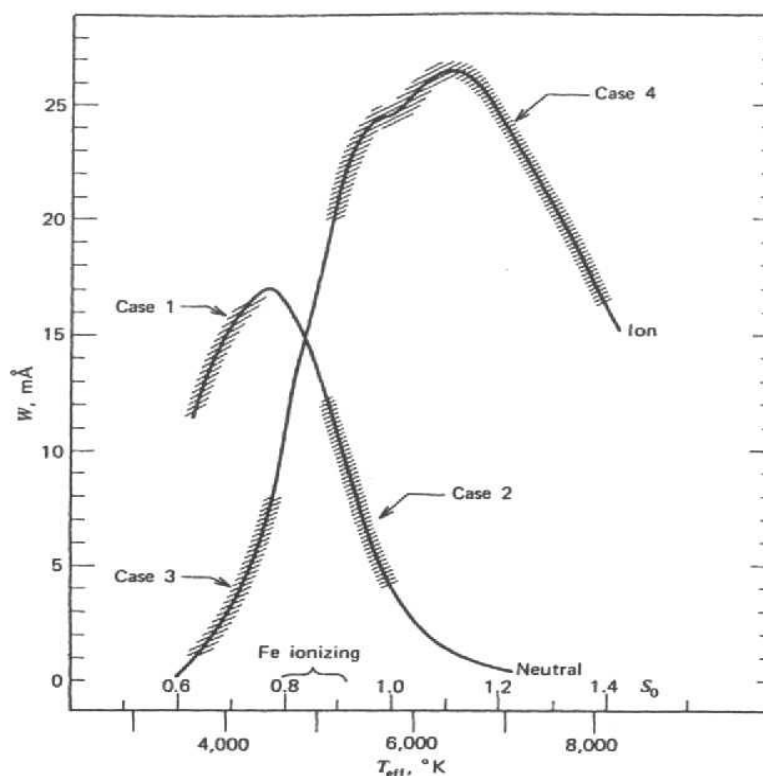


Figura 2.17: Linhas metálicas típicas mostram um máximo na força como função da temperatura. Gray (2005, p. 316)

- Caso 1: Linha fraca de espécies neutras com o elemento em sua maioria neutro;
- Caso 2: Linha fraca de espécies neutras com o elemento em sua maioria ionizado;
- Caso 3: Linha fraca de espécies ionizadas com o elemento em sua maioria neutro;
- Caso 4: Linha fraca de espécies ionizadas com o elemento em sua maioria ionizado.

A maioria das linhas passa por um curto máximo em sua intensidade. Usualmente esse aumento com a temperatura é devido a um aumento na excitação das espécies absorvedoras. Pode-se esperar ingenuamente o aumento da força da linha com a temperatura, que acontece de fato como nos casos 1 e 3 da figura 2.13, onde o número de íons é pequeno comparado ao número de elementos neutros. Entretanto, no caso 2, como o aumento temperatura, o elemento neutro começa a se tornar mais raro devido à ionização. Portanto, o caso 2 mostra a diminuição na sua força com a elevação da temperatura.

Seguindo o mesmo raciocínio, com o aumento da temperatura, o elemento ionizado diminui em quantidade, porque ele vai para um estado superior de ionização. Isto conduzirá a diminuição da força das linhas de íon de maior temperatura, como visto no caso 4.

Em uma dada metalicidade, a temperatura é a variável que controla de forma mais significativa a intensidade da linha. Esta sensibilidade decorre da dependência do poder de

excitação com a temperatura no processo de ionização, como explicado anteriormente. Para mostrar essa dependência da força da linha com a temperatura, temos na figura 2.18 três espectros com valores de temperatura diferentes. Dependendo da região espectral e da temperatura, podemos notar que algumas linhas, à medida que a temperatura aumenta, ocorre uma diminuição na sua profundidade, como é o caso da linha de VI $\lambda 6199.200$, numerada na figura 2.18.

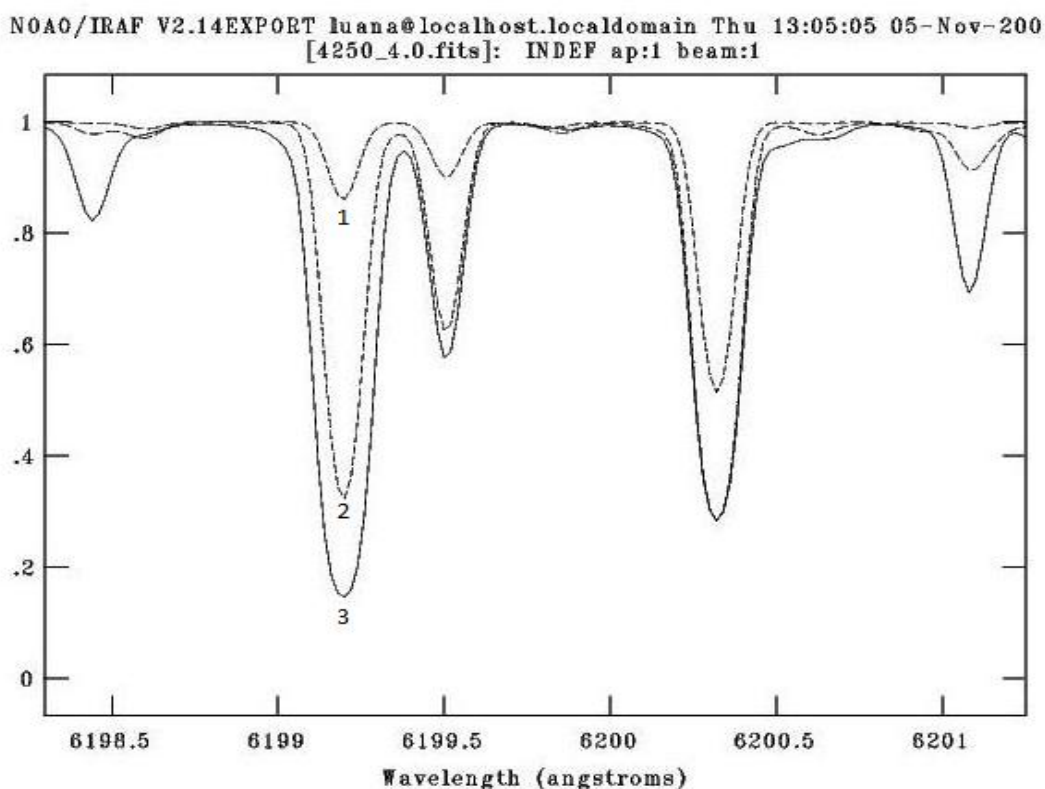


Figura 2.18: Comparação das linhas de absorção de três espectros com diferentes temperaturas: Linha 3, 2 e 1 correspondem às temperaturas 4250 K, 5000 K e 6000 K, respectivamente.

2.9 Outros Efeitos nas Linhas Espectrais

O gás na atmosfera de uma estrela está em movimento. Com este movimento vem o efeito Doppler, que alterará, ligeiramente, os comprimentos de onda das linhas geradas pela absorção (ou emissão) da radiação estelar pelos átomos presentes na sua atmosfera. Essa alteração dos comprimentos de ondas pode ser um pouco para vermelho ou um pouco para o azul, tornando a linha essencialmente mais larga do que normalmente seria.

O movimento térmico dos átomos não é a única fonte de alargamento das linhas, a microturbulência é uma das fontes mais importantes que causam efeitos nas linhas espectrais, principalmente na força da linha. A velocidade de microturbulência, representada por ξ , é uma componente não térmica do campo de velocidade da fotosfera na qual tem um comprimento de correlação menor do que a linha formada nessa região.

No comprimento de onda central de uma linha muito forte mais fótons são absorvidos. Mesmo que sejam colocados mais absorvedores na mistura, não há mais luz neste comprimento de onda para os átomos absorverem e a linha não tem como ficar mais forte. Dizemos neste caso que a linha está “saturada”. Mas se há movimento de microturbulência alguns dos absorvedores irão desviar a luz (fótons), para o vermelho ou para o azul, do comprimento de onda central da linha, alargando-a.

Em uma linha fraca, se a microturbulência é fraca, a maioria dos absorvedores irá absorver próximo ao comprimento de onda central. Da mesma forma, se a microturbulência é alta, toda luz é desviada para o vermelho ou azul, mas o total de fótons absorvidos (intensidade da linha) não muda. Em uma linha mais intensa, havendo baixa microturbulência, há muitos absorvedores capazes de absorver próximo ao centro da linha. Mas se aumentarmos a microturbulência, alguns absorvedores vão absorver fótons de comprimentos de onda diferentes do centro da linha e haverá mais fluxo total removido, alterando a intensidade da linha.

Um dos objetivos do estudo da atmosfera estelar é entender os variados perfis e intensidades de linhas mostradas pelas estrelas. Outro é o uso do nosso conhecimento do comportamento da linha para interpretar propriedades fundamentais da estrela, por exemplo, a medida da gravidade superficial, raio, composição química e temperatura efetiva.

Capítulo 3

Temperatura de Estrelas

3.1 O Método das Razões de Linhas

O conceito de temperatura está ligado à ideia de equilíbrio termodinâmico. A radiação emitida pelas estrelas pode ser aproximada a de um corpo negro, com a distribuição de energia dependendo principalmente da temperatura (figura 3.1). Um objeto emite como um corpo negro quando está em equilíbrio termodinâmico – ET (aproximação muitas vezes assumida na física estelar). Neste caso, a quantidade de luz emitida por uma estrela em função do comprimento de onda λ é uma função unívoca da temperatura T , descrita pela lei de Planck (equação 3.1):

$$B_{\lambda}(T) = \frac{2 h c^2}{\lambda^5} \frac{1}{\left[e^{hc/\lambda kT} - 1 \right]} \quad (3.1)$$

Onde h é a constante de Planck ($= 6,626 \times 10^{-34} \text{ Js}$) e c é a velocidade da luz, que também pode ser escrita em função da frequência ν , pela equação 3.2:

$$B_{\nu}(T) = \frac{2 h \nu^3}{c^2} \frac{1}{\left[e^{h\nu/kT} - 1 \right]} \quad (3.2)$$

A definição de temperatura de um objeto astronômico não é única, depende do método utilizado para determiná-la. Segundo Maciel (1999), existem diversas definições:

1. *Temperatura de brilho* está relacionada a intensidade de energia irradiada por uma estrela num dado comprimento de onda e pode ser definida através da função de Planck (equações 3.1 ou 3.2);

2. *Temperatura de cor* pode ser definida ajustando a distribuição de energia da estrela em uma determinada faixa espectral à distribuição de um corpo negro (equações 3.1 ou 3.2);
3. *Temperatura de excitação*: definida pela equação de excitação de Boltzmann (equação 2.1);
4. *Temperatura de ionização*: definida pela equação de ionização de Saha (equação 2.3).

Essas temperaturas não são iguais porque as estrelas não são corpos negros perfeitos. Lembrando que estamos falando da temperatura da região da atmosfera estelar, a fotosfera, a temperatura mais utilizada pelos astrônomos é a *Temperatura Efetiva* - T_{ef} . Ela é definida como sendo a temperatura equivalente de um corpo negro que emite a mesma quantidade de energia integrada por unidade de tempo e por unidade de área que a estrela.

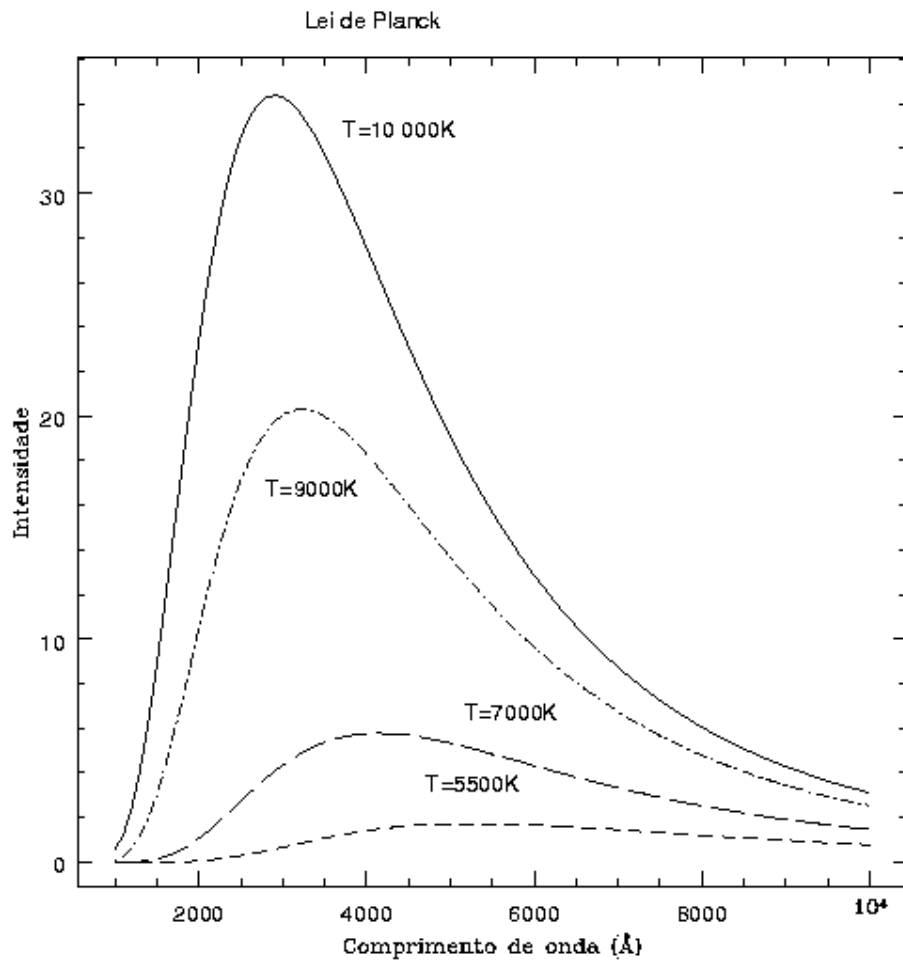


Figura 3.1: Intensidade específica monocromática de um corpo negro para várias temperaturas.
Disponível em: <http://astro.if.ufrgs.br/rad/rad/rad.htm>

Podemos integrar a função de Planck (equação 3.1 ou 3.2), em função do comprimento de onda ou da frequência, para estimar a temperatura efetiva de uma estrela. O resultado obtido desta integração é a definição de luminosidade, descrita na equação 3.3, que relaciona a luminosidade L , a temperatura efetiva T_{ef} e o raio R de uma estrela, considerando a estrela emitindo radiação como um corpo negro (espectro contínuo):

$$L = 4\pi\sigma R^2 T_{ef}^4 \quad (3.3)$$

Onde σ é a constante de Stefan- Boltzmann e vale:

$$\sigma = 5,67 \cdot 10^{-8} \frac{W}{m^2 \cdot K^4} \quad (3.4)$$

Em trabalhos onde se procura determinar parâmetros estelares, uma boa estimativa da temperatura efetiva é uma das prioridades. No entanto, é difícil determiná-la com precisão. Sua exatidão terá grande efeito na determinação de outros parâmetros associados à estrela. Esta exatidão nos parâmetros estelares tem sido o maior obstáculo encontrado no estudo da formação e evolução estelar. Podemos citar, como exemplo, a dificuldade encontrada por Padgett (1996) para determinar a composição química das estrelas T Tauri devido à imprecisão na obtenção da temperatura efetiva dessas estrelas.

Na prática, existem vários métodos na astrofísica para se determinar a temperatura efetiva de estrelas. Em síntese, existe a forma fotométrica que se baseia na calibração de várias bandas de cor (índices de cor), tais como (B-V), (b-y), (V-K), etc. Os trabalhos de Alonso et al. (1999, 2001) mostram transformações empíricas que se baseiam no Método do Fluxo do Infravermelho (MFIV) para a determinação das temperaturas efetivas fotométricas. Segundo Cohen & Kuhl (1979), para as estrelas T Tauri, incertezas no avermelhamento devido à extinção estelar tornam o método fotométrico de cor, para a determinação da temperatura efetiva, muito incerto. Cada método tem suas vantagens e desvantagens, mas os erros podem variar de algumas dezenas a centenas de graus.

A espectroscopia é outra técnica poderosa para determinar a temperatura efetiva. Neste caso uma cuidadosa análise do espectro estelar é necessária em conjunto com a comparação com modelos de atmosfera. No entanto, a interferometria é um método mais direto de se determinar a temperatura de estrelas, mas depende da determinação precisa dos diâmetros

angulares das estrelas. Estes são, em última análise, combinados com o fluxo bolométrico da estrela. No entanto a medição do raio só é possível para um número pequeno de estrelas mais próximas e/ou mais brilhantes.

Utilizando a espectroscopia, empregaremos neste trabalho uma técnica onde podemos estimar rapidamente a temperatura através de razões de linhas de absorção. Segundo Gray (2004) não há dúvida de que a intensidade das linhas espectrais muda com a temperatura, e a utilização de razões das larguras equivalentes de duas linhas espectrais próximas, que possuem diferentes potenciais de excitação, é um excelente método para medir a temperatura ou verificar pequenas variações de temperatura em uma dada estrela. Embora a escala de temperatura efetiva obtida por este método não seja totalmente exata, como acontece com outros métodos, a partir das razões é alcançada uma precisão de poucas dezenas de kelvins nos casos mais favoráveis (Gray & Johanson, 1991; Strassmeier & Schordan, 2000; Gray & Brown, 2001; Kovtyukh et al., 2003).

Até o presente trabalho, este método discutido neste trabalho foi aplicado em um pequeno grupo de tipos espectrais. Boesgaard & Tripicco (1986) utilizaram a razão Fe I $\lambda 6705/\lambda 6703$ para encontrar a temperatura de várias binárias espectroscópicas de linha dupla em aglomerados abertos no qual o método fotométrico de cor para a determinação de temperatura falhou. No ano seguinte, Boesgaard & Tripicco (1987), adicionaram as razões Cr I $\lambda 6748$ / Fe I $\lambda 6750$ e Cr I $\lambda 6748$ / Fe I $\lambda 6752$ para a mesma finalidade. Basri & Batalha (1990) utilizaram as razões de linhas sensíveis à temperatura Fe I $\lambda 6200$ / Sc I $\lambda 6210$ e Fe I $\lambda 5706$ / V I $\lambda 5708$ para reclassificar os tipos espectrais das estrelas da pré-sequência principal em Taurus-Auriga. Padgett & Stepelfeldt (1994) utilizaram a razão V I $\lambda 6199$ por Fe I $\lambda 6200$ para restringir a temperatura da componente estelar G5 no sistema binário espectroscópico de linha dupla W134. O método de determinar a temperatura efetiva através de razões de linhas também foi utilizado por Kovtyukh (2003) para obter a temperatura efetiva de 181 anãs da sequência principal do tipo espectral F, G e K com metalicidade próxima da solar, e por Sousa et al. (2008), para obter a temperatura efetiva de uma amostra de 451 estrelas do tipo solar.

Em todos os estudos acima, a relação entre a temperatura efetiva e a razão de larguras equivalentes de linhas de absorção foram calibradas usando razões para estrelas (chamadas de padrões) com temperatura efetiva bem determinada fotometricamente.

Capítulo 4

Metodologia e Descrição da Pesquisa

O método para a determinação da temperatura efetiva através de razões de linhas de absorção de espectros estelares é apresentado neste capítulo. A técnica emprega razões de pares de linhas espectrais, com grande diferença de potenciais de excitação, como indicadores de temperatura. É realizado um ajuste polinomial da razão entre as larguras equivalentes destas linhas versus a temperatura efetiva de estrelas padrões, com temperatura muito bem determinada por métodos fotométricos. Assim, o polinômio obtido é, então, aplicado para a determinação da temperatura efetiva de outras estrelas de tipo espectral semelhante. A história e as justificativas da aplicação do método poderão ser obtidas em Gray (1989, 1994) e Gray & Johanson (1991).

Esta técnica foi testada em espectros sintéticos em nosso trabalho anterior, Costa (2009), e utilizada neste trabalho com a finalidade de identificar novos pares de linhas, cuja razão de intensidades seja um bom indicador da temperatura efetiva, e assim, estender o número de linhas a serem utilizadas para facilitar a determinação da temperatura nos diferentes e variados tipos espectrais. Nas seções seguintes são descritas e discutidas as etapas de desenvolvimento do trabalho.

4.1 Trabalho Anterior

A presente dissertação segue da ideia do trabalho final de graduação apresentado por Costa (2009), com o título “Determinação da Temperatura Estelar a partir de Razões de Linhas de Absorção”. No trabalho, visando a determinação da temperatura efetiva, empregamos as razões de linhas de absorção utilizadas na literatura, especificamente as utilizadas por Padgett (1996), na análise da possibilidade de uso de espectros estelares sintéticos ao invés de estrelas padrões. Espectros sintéticos são úteis em uma grande variedade de aplicações, desde a análise de abundâncias em espectros estelares de alta resolução ao estudo de populações estelares em espectros integrados.

A grade calculada no trabalho final de graduação para os espectros sintéticos cobre a faixa de comprimentos de onda de 6100 a 6710 Å, distribuída em uma faixa de temperaturas de 4250 a 6000 K, variando de 250K em 250 K, e gravidades superficiais de $\log g = 4.0$ e 4.5 .

Com os resultados obtidos para as linhas sintéticas, verificamos a possibilidade de utilizar o método para determinação da temperatura efetiva, discutido aqui, empregando síntese espectral para o estudo e seleção de novas linhas, e assim, substituindo as estrelas padrões. As figuras 4.1 e 4.2 mostram os resultados deste trabalho anterior, e comparam as curvas obtidas de duas razões da largura equivalente de duas linhas *versus* temperatura efetiva para estrelas reais (de tipo espectral G e K, com $\log g$ médio de 4,28) do trabalho de Padgett (curvas em preto) e para espectros obtidos sinteticamente com dois valores de gravidade superficial, 4.0 (curva em vermelho) e 4.5 (curva em azul).

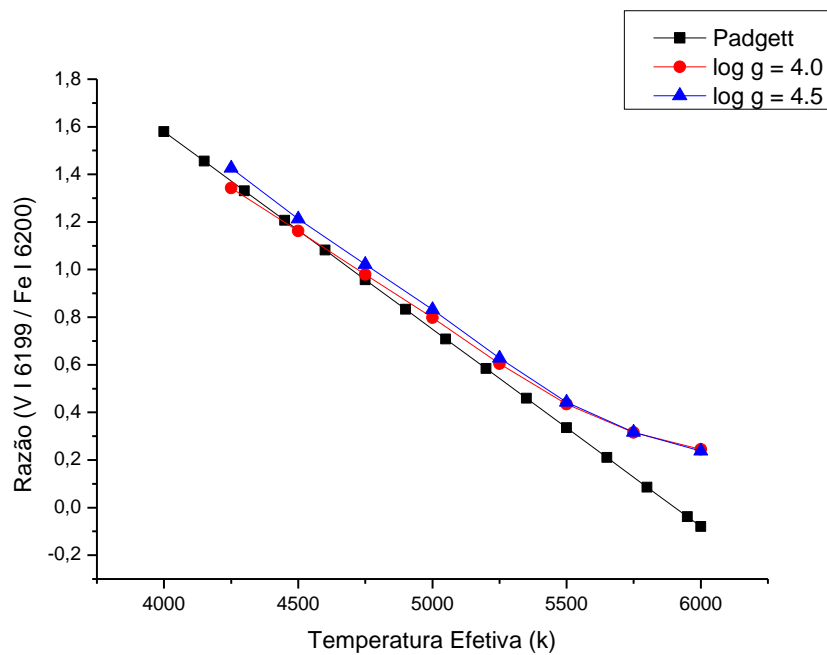


Figura 4.1: Comparação entre os gráficos do trabalho de Padgett e dos espectros sintéticos para a razão VI 6199 / Fe I 6200.

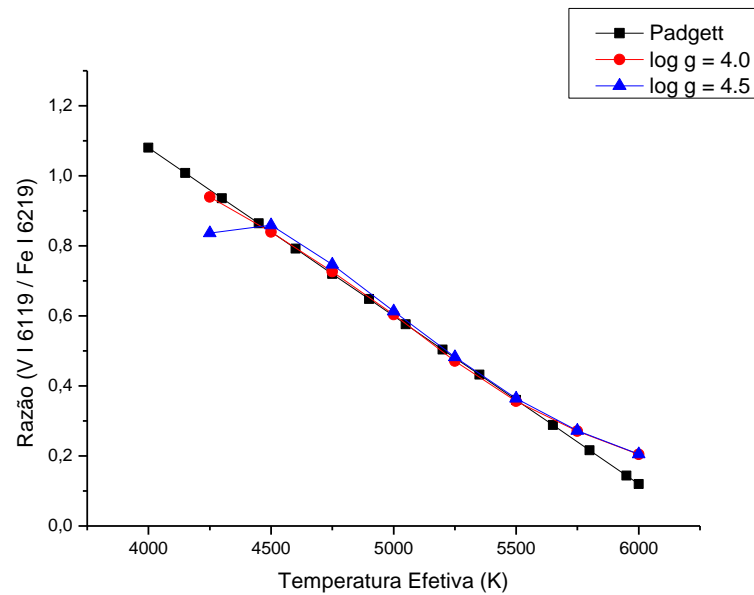


Figura 4.2: Comparação entre os gráficos do trabalho de Padgett e dos espectros sintéticos para a razão VI 6119 / Fe I 6219.

As curvas apresentadas para os parâmetros calculados, $\log g$ e T_{ef} , a partir de espectros sintéticos seguiram a mesma tendência das curvas obtidas no trabalho de Padgett para espectros reais (ajustes semelhantes). A principal fonte de erro no método se deu na medição da profundidade da linha, determinado pela rotina “splot” do software IRAF, causado principalmente pelo ajuste visual da gaussiana em relação ao contínuo no perfil da linha.

Por fim, a síntese espectral foi capaz de reproduzir os espectros reais, para as razões utilizadas no trabalho de Padgett, sugerindo que os espectros sintéticos podem ser úteis no método de determinação da temperatura efetiva. Na comparação dos gráficos das razões observadas por Padgett com os obtidos por nós para as linhas sintéticas, verificamos que existe a possibilidade de prosseguir com o estudo e, assim, selecionar novas linhas e possibilitar a extensão e popularização do método, cobrindo uma faixa espectral maior e para estrelas com diferentes parâmetros.

No trabalho atual visamos identificar novas linhas em uma extensão maior do espectro, para estrelas com diferentes tipos espectrais e, assim, melhorar a técnica para a determinação da temperatura efetiva de estrelas.

4.2 A Produção dos Espectros Sintéticos

Sabemos que a radiação eletromagnética observada de uma estrela é proveniente da sua atmosfera, que se compõem por três camadas: fotosfera, cromosfera e coroa, onde a maior parte da radiação observada no ultra-violeta ao infra-vermelho próximo é produzida na fotosfera. Portanto, a atmosfera é a mais importante fonte de informações que dispomos de uma estrela e, através de um modelo de atmosfera é possível descrever como alguns parâmetros estelares variam com a profundidade óptica geométrica.

A síntese espectral, que consiste no cálculo de um espectro, baseado em um modelo de atmosfera e em uma lista de constantes atômicas e moleculares, assumindo equilíbrio termodinâmico, possibilita o cálculo do fluxo teórico que emerge da fotosfera estelar através da solução das equações básicas da teoria de transporte radiativo. A confiabilidade de um espectro sintético depende do modelo de atmosfera adotado, do código de formação de linhas e da qualidade dos dados atômicos e moleculares que são determinantes no cálculo das opacidades da fotosfera.

Para a finalidade do nosso estudo, uma grande diversidade de espectros sintéticos foi calculada. A intenção foi reproduzir estrelas com diferentes parâmetros. A produção foi realizada usando o software público SPECTRUM, última versão 2.76 publicada em Maio de 2010, descrito no trabalho de Gray & Corbally (1994) e disponível na internet no endereço:

<http://www1.appstate.edu/dept/physics/spectrum/spectrum.html>

O SPECTRUM é um programa que sintetiza espectros estelares, escrito por Richard O. Gray do Departamento de Física e Astronomia da Appalachian State University. Dado o modelo de atmosfera estelar e alguns outros parâmetros como entrada, o programa calcula espectros sintéticos sobre o pressuposto de equilíbrio termodinâmico local (do inglês *Local Thermodynamic Equilibrium* - LTE) e considerando atmosferas planas e paralelas.

Conforme mencionado anteriormente, um dos insumos necessários para o SPECTRUM produzir os espectros sintéticos é um modelo de atmosfera estelar. Utilizamos uma das bibliotecas de modelos de atmosfera mais conhecida, a ATLAS9, escrita por Robert L. Kurucz (1993), e selecionamos a grade ap00k2odfnew.dat (Castelli & Kurucz, 2004), com $[Fe/H] = 0.0$ e $v_{turb} = 2$ km/s para a síntese dos espectros. Esta biblioteca encontra-se disponível no endereço:

<http://kurucz.harvard.edu/>

Tabela 4.1: Continuação

7500		X	X	X	X	X	X	X	X	X	X	10
7750			X	X	X	X	X	X	X	X	X	9
8000			X	X	X	X	X	X	X	X	X	9
8250			X	X	X	X	X	X	X	X	X	9
8500				X	X	X	X	X	X	X	X	8
8750				X	X	X	X	X	X	X	X	8
9000				X	X	X	X	X	X	X	X	8
9250					X	X	X	X	X	X	X	7
9500					X	X	X	X	X	X	X	7
9750					X	X	X	X	X	X	X	7
10000					X	X	X	X	X	X	X	7
10250					X	X	X	X	X	X	X	7
10500					X	X	X	X	X	X	X	7
10750					X	X	X	X	X	X	X	7
11000					X	X	X	X	X	X	X	7
11250					X	X	X	X	X	X	X	7
11500					X	X	X	X	X	X	X	7
11750					X	X	X	X	X	X	X	7
12000						X	X	X	X	X	X	6
12250						X	X	X	X	X	X	6
12500						X	X	X	X	X	X	6
12750						X	X	X	X	X	X	6
13000						X	X	X	X	X	X	6
14000					X	X	X	X	X	X	X	7
15000						X	X	X	X	X	X	6
16000						X	X	X	X	X	X	6
17000						X	X	X	X	X	X	6
18000						X	X	X	X	X	X	6
19000						X	X	X	X	X	X	6
20000							X	X	X	X	X	5
21000							X	X	X	X	X	5
22000							X	X	X	X	X	5
23000							X	X	X	X	X	5
24000							X	X	X	X	X	5
25000							X	X	X	X	X	5

Tabela 4.1: Continuação

26000							X	X	X	X	X	5
27000								X	X	X	X	4
28000								X	X	X	X	4
29000								X	X	X	X	4
30000								X	X	X	X	4
31000								X	X	X	X	4
32000									X	X	X	3
33000									X	X	X	3
34000									X	X	X	3
35000									X	X	X	3
36000									X	X	X	3
37000									X	X	X	3
38000									X	X	X	3
39000									X	X	X	3
40000										X	X	2
41000										X	X	2
42000										X	X	2
43000										X	X	2
44000										X	X	2
45000										X	X	2
46000										X	X	2
47000										X	X	2
48000										X	X	2
49000										X	X	2
50000											X	1

Além do modelo de atmosfera, outros parâmetros de entrada são solicitados pelo SPECTRUM para o procedimento de obtenção dos espectros sintéticos: um arquivo de lista de linhas (com formato específico para o programa), um arquivo com dados atômicos e moleculares, *stdatom.dat*, e um arquivo de isótopos, *isotope.iso*, fornecidos com o programa. O software é distribuído com uma lista que contém mais de meio milhão de linhas atômicas e moleculares para a região espectral óptica de 3000 a 6800 Å, chamada *luke.lst*.

A grade de 476 espectros sintéticos calculada cobre a banda de comprimento de onda de 3000 a 7000 Å, variando conforme visto na tabela 4.1. Todos os espectros sintetizados foram calculados com distâncias entre dois pontos vizinhos de 0,02 Å e suavizados em intervalos de 0,06 Å com resolução final de 0,1 Å. Estes parâmetros foram escolhidos por serem parâmetros típicos de um espectrógrafo utilizado para espectroscopia estelar. A escolha para as velocidades de microturbulência foram elaboradas conforme Barbuy et al. (2003), na qual os modelos foram calculados com os valores especificados na tabela 4.2:

Tabela 4.2: Valores de velocidade de microturbulência utilizados para o cálculo dos modelos.

Gravidade Superficial do Modelo	Velocidade de Microturbulência
$5,0 \geq \log g \geq 3,0$	1,0 Km/s
$2,5 \geq \log g \geq 1,5$	1,8 Km/s
$\log g \leq 1,0$	2,5 Km/s

Os parâmetros descritos acima para o procedimento de obtenção dos perfis espectrais com o SPECTRUM podem ser verificados na figura 4.3.

Cada espectro sintético calculado é gravado em um arquivo de texto que contem duas colunas de dados: a primeira corresponde ao comprimento de onda, em angstrom (Å), e a segunda coluna corresponde à intensidade normalizada, em erg/s.

Os 476 arquivos foram convertidos para o formato .fits utilizando o pacote *iraf* (rotina *onedspec* e a tarefa *rspectext*), muito utilizado para a redução e análise de dados de astronomia óptica, que inclui uma coleção de programas para aplicação no processamento de imagens e gráficos. Uma descrição do pacote pode ser encontrada em iraf.noao.edu/.

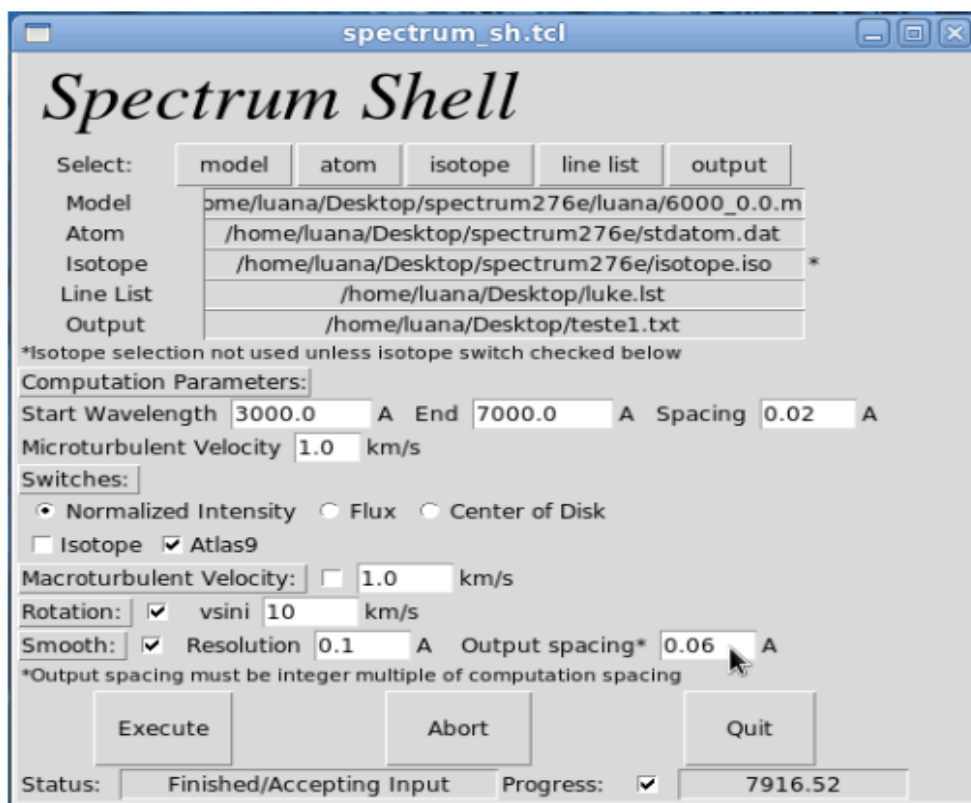


Figura 4.3: Interface gráfica do software SPECTRUM com parâmetros de entrada utilizados.

Não alteramos os parâmetros de macroturbulência e rotação em função dos parâmetros estelares, pois neste estágio do estudo seriam parâmetros que necessitam de melhor detalhamento dos modelos atmosféricos para não cusar efeitos espúrios piorando a análise em vez de criar espectros mais realistas. Em relação a rotação escolhemos uma rotação baixa, de 10k/m, para podermos ter boas medidas das linhas espectrais e menos mistura das linhas. Nos espectros reais de estrelas com alta rotação com certeza o efeito de mistura será um problema a ser considerado com cuidado.

Através da descrição realizada nesta seção, criamos os espectros sintéticos para uso em nosso estudo de determinação da temperatura efetiva a serem aplicadas em estrelas de diferentes parâmetros. O próximo passo foi calcular as larguras equivalentes das linhas de absorção para todos os espectros sintéticos.

4.3 O Cálculo das Larguras Equivalentes

Quando analisamos o espectro de uma estrela é possível determinar parâmetros atmosféricos, como discutido anteriormente. São parâmetros que podem ser determinados

diretamente do espectro e podem ser utilizados para determinar outros parâmetros indiretos. No entanto, esta técnica pode ser tão poderosa como é demorada. Um dos métodos mais comuns e mais precisos de determinar parâmetros através de espectros baseia-se na medição da largura equivalente de linhas metálicas.

A sensibilidade de linhas metálicas à temperatura pode variar muito. O método de determinação da temperatura efetiva através de razões de linhas de absorção exige uma análise fina de linhas individuais, fazendo-se necessário que as larguras equivalentes estejam medidas com boa precisão. As larguras equivalentes descrevem a área sob o perfil da linha limitada pelo contínuo e por serem diretamente proporcionais ao número de átomos absorvedores, elas funcionam como indicadores da absorção das linhas espectrais. Fisicamente, as larguras equivalentes constituem uma medida global da intensidade das linhas, o que favorece as comparações entre medidas realizadas por diferentes métodos e instrumentos.

A largura equivalente pode ser utilizada, mas é preciso ter cautela com o parâmetro de microturbulência, por exemplo, que influencia o perfil da linha espectral. A partir deste ponto de vista, linhas fracas são as melhores por serem pouco afetadas por este parâmetro, mas são também as mais difíceis de medir e as mais distorcidas pela “mistura” de linhas (GRAY, 1994).

O procedimento mais comum para medir larguras equivalentes é através da rotina *splot* do IRAF (figura 4.4), mas neste caso é necessário encontrar a linha manualmente, bem como marcar a posição do contínuo e a posição de possíveis linhas adicionais, no caso de efeito de mistura. Demora muito tempo para analisar um espectro deste modo, tendo um grande número de linhas para cada espectro, que para uma amostra grande de estrelas, tornaria um processo esgotante e com uma precisão não satisfatória, pois neste caso, a medição tem um erro intrínseco humano que é difícil de estimar. O uso de um processo automático para medir a largura equivalente reduziria o erro humano causado pelo ajuste manual do contínuo de cada linha de absorção e aceleraria o processo.

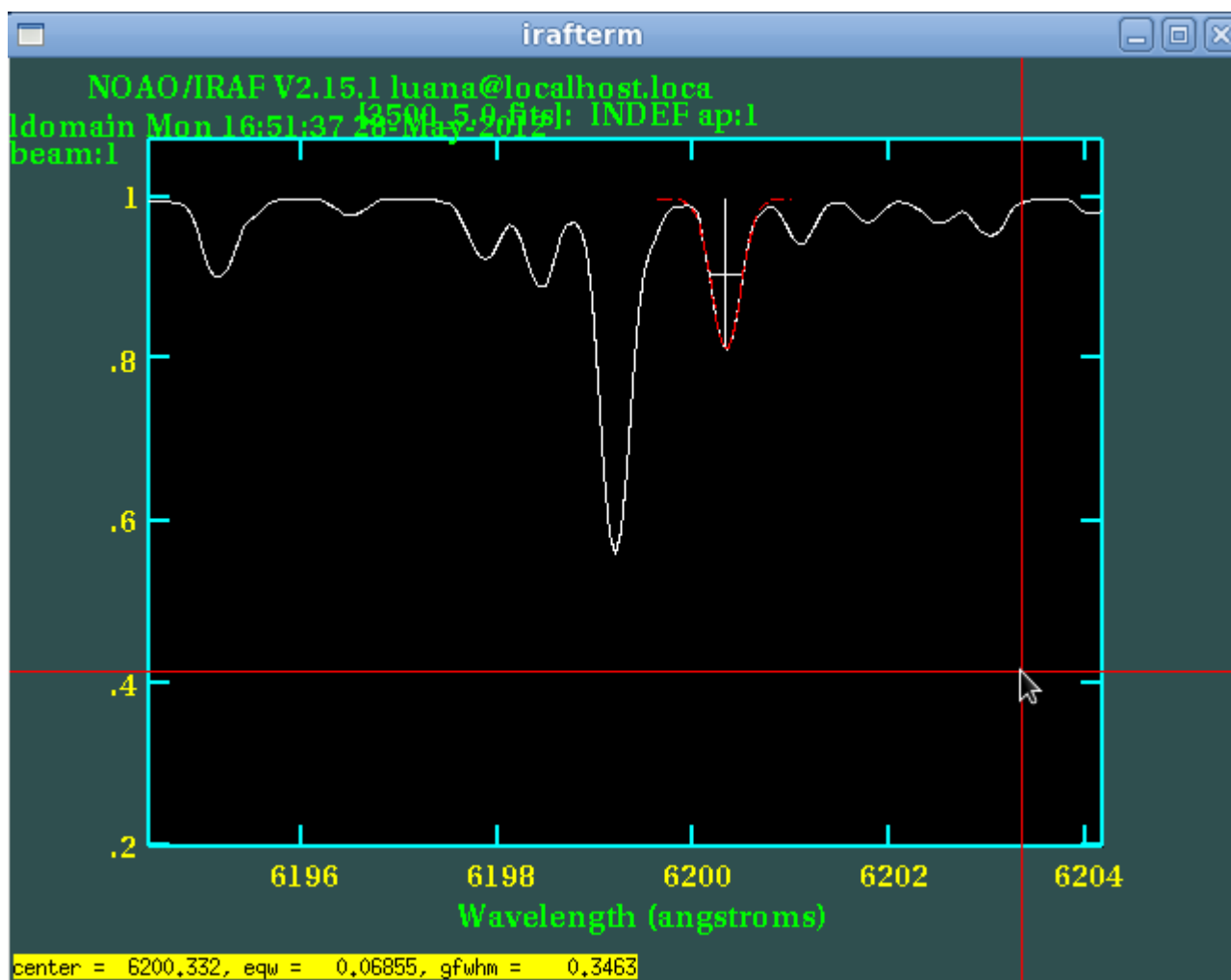


Figura 4.4: Ilustração da determinação manual da gaussiana para obtenção da largura equivalente da linha espectral 6200 Å.

Com a quantidade crescente de dados estelares, como, por exemplo, as amostras de estrelas com planetas hospedeiros em grande estudo atualmente, é necessário acelerar o processo de análise. O código ARES, escrito por Sousa et al. (2007), é um código livre e pode ser obtido através da página:

<http://www.astro.up.pt/~sousasag/ares/>.

Seu desenvolvimento foi motivado para acelerar o processo de análise estelar e automatizar o procedimento de medidas de larguras equivalentes de linhas de absorção em espectros estelares, através de entradas como: uma lista de linhas de absorção, um arquivo que contém parâmetros necessários para o cálculo do programa e um dado espectro estelar. Informações sobre instalação, funcionamento do código ARES e como determinar os parâmetros de entrada do programa podem ser obtidos em Sousa et al. (2007).

Como o intuito do nosso trabalho é investigar novas razões para aumentar o número de linhas utilizadas no método para a determinação da temperatura efetiva de estrelas de tipos diferenciados, utilizamos uma lista de 12184 linhas atômicas criada por Barbuy et al. (2006), (tabela 4.3), que cobre faixa espectral de 3688 Å a 7712Å, como entrada para o respectivo cálculo das larguras equivalentes com o programa ARES, citado no parágrafo acima. Para esta lista de entrada, separamos apenas as linhas dos elementos do grupo do ferro, Fe, Ti, V, Ni, Cr, Si e Mg, por terem em geral comportamento similar de abundâncias e são utilizados com mais frequência na literatura. Assim, obtivemos uma lista com 9895 linhas espectrais para o cálculo das larguras equivalentes com código ARES.

Tabela 4.3: Início da lista de linhas espectrais de Barbuy et al. (2006).

Elemento	Lambda	Pot. Excit.	Loggf
O1	6300,31	0	-9,716
EU2	3688,331	0	-2,293
EU2	3688,331	0	-2,594
EU2	3688,332	0	-3,548
EU2	3688,349	0	-2,117
EU2	3688,349	0	-2,411
EU2	3688,351	0	-3,439
EU2	3688,374	0	-1,954
EU2	3688,375	0	-2,352
EU2	3688,378	0	-3,548
EU2	3688,402	0	-3,548
EU2	3688,403	0	-2,594
EU2	3688,404	0	-2,293
EU2	3688,407	0	-1,808
EU2	3688,409	0	-2,386
EU2	3688,409	0	-3,439
EU2	3688,41	0	-2,411
EU2	3688,411	0	-2,117
EU2	3688,414	0	-3,891
EU2	3688,42	0	-1,954
EU2	3688,42	0	-2,352
EU2	3688,421	0	-3,548
EU2	3688,434	0	-1,808
EU2	3688,435	0	-2,386
EU2	3688,44	0	-3,891
EU2	3688,448	0	-1,677
EU2	3688,452	0	-1,677
EU2	3688,452	0	-2,569
EU2	3688,457	0	-2,569
EU2	3688,477	0	-1,557
EU2	3688,498	0	-1,557

Além da lista de linhas, é necessário fornecer no diretório do código ARES um arquivo de orientação, denominado *mine.opt*, com uma série de parâmetros de entrada, solicitados ao usuário, para estimar a localização do contínuo em torno de cada linha da lista de entrada e, assim, realizar o cálculo das respectivas larguras equivalentes. Este arquivo, com formato específico, contém os seguintes parâmetros:

- *specfits*: Mostra a localização do espectro no formato .fits;
- *readlinedat*: Localização do arquivo que contém as linhas a serem medidas;
- *fileout*: O nome do arquivo de saída que deseja inserir;
- *lambdai*: Comprimento de onda inicial do intervalo espectral que será procurado as linhas. Utilizamos 3000 Å para este parâmetro;
- *lambdaf*: Comprimento de onda final do intervalo espectral que será procurado as linhas. Utilizamos 7000 Å para este parâmetro;
- *smoothder*: É um parâmetro que corresponde à largura (em pixels) do módulo utilizado para reduzir o ruído nos espectros e permitir um melhor ajuste das linhas, suavizando-as, importante à resolução dos espectros. O valor 1 implica em nenhuma suavização. Utilizamos *smoothder* = 4 para que os espectro calculados ficassem semelhantes a um espectro observado com resolução aproximada de $R=50$ mil para uma estrela de baixa rotação;
- *space*: Este parâmetro define o intervalo de comprimento de onda usado em torno de cada linha para avaliar a posição do contínuo, onde o cálculo da largura equivalente será realizado. Utilizamos *space* = 2Å;
- *rejt*: Determina os pontos no espectro utilizados para avaliar a posição do contínuo local. Este parâmetro necessita ser ajustado de acordo com a relação sinal-ruído (do inglês sign-noise - S/N) de cada espectro, (ver Sousa et al., 2008) para uma tabela de correspondência entre o S/N e o valor para o parâmetro *rejt* ideal. Isso é válido para uso de espectros de estrelas reais. No nosso estudo com espectros sintéticos, parametrizamos o valor 0,995 para o *rejt*, que corresponde ao intervalo da $250 \leq S/N < 300$, que é um valor frequentemente obtido em observações.
- *lineresol*: Este parâmetro define a separação mínima (em Å) entre linhas consecutivas no espectro. Utilizamos *lineresol* = 0,5;
- *miniline*: Este parâmetro define o menor valor da largura equivalente retornado pelo ARES. Para valores menores que o *miniline* o programa não procura linhas. Utilizamos *miniline* = 10mÅ.

Após as medidas das linhas da lista realizadas nos 476 espectros sintéticos, o programa fornece um arquivo de saída com extensão *.cmine*, individual para cada espectro, que contém os cálculos das larguras equivalentes das linhas encontradas. Estes arquivos foram transformados em tabelas nas quais apenas as linhas com larguras equivalentes menores que 200 mÅ foram mantidas (a justificativa é apresentada na próxima seção).

O ARES atualmente não retorna as incertezas sobre as medidas de largura equivalente. Mas de acordo com Sousa (2009), os resultados do teste realizado com ARES concluíram que este código desempenha seu objetivo muito bem para vários tipos de espectros, havendo uma pequena diferença entre as medidas feitas pelo ARES e por medições manuais, que pode ser em parte explicado pelos erros intrínsecos na subjetiva determinação do nível de continuo pelo programa e pelo usuário. Os resultados gerais das medições de largura equivalente usando dados reais mostraram excelentes resultados no trabalho citado, especialmente em espectros de alta resolução.

O próximo passo foi analisar e determinar os novos pares de linhas a serem utilizados no método.

4.4 Estudo das Linhas: Escolha das Linhas e das Razões

As várias linhas espectrais têm diferentes sensibilidades à temperatura. Mas a maior parte dos trabalhos que utilizam o método discutido é baseada em pares de linhas na faixa espectral em torno de 6200 Å (Gray & Johanson, 1991; Gray & Brown, 2001; Catalano et al., 2002a, 2002b; Biazzo, 2006) e 6400 Å (Strassmeier & Fekel, 1990; Strassmeier & Schordan, 2000). Há outros trabalhos específicos para alguns tipos de estrelas que abrangem uma faixa espectral maior, tal como Padgett (1996) que utilizou cinco razões entre a faixa de comprimento de onda de 6000 a 6800 Å para determinar a temperatura de estrelas pré sequência principal de baixa massa da pré sequência principal de cinco regiões de formação estelar. Os trabalhos de Sousa (2008, 2009) abrangem um intervalo de comprimento de onda considerável para determinar a temperatura efetiva de estrelas do tipo solar, usando razões de largura equivalente de linhas de absorção que cobrem uma faixa espectral de 4508 a 6800 Å.

O objetivo do nosso trabalho é melhorar o método de determinação da temperatura efetiva através das razões de larguras equivalentes de linhas de absorção, com o estudo de espectros estelares sintéticos de faixas variadas de temperatura, investigando a possibilidade

de encontrar linhas favoráveis para os diferentes tipos espectrais e tornar possível a determinação da temperatura efetiva para estrelas de parâmetros semelhantes utilizando esta técnica. Portanto, estudamos e combinamos as linhas selecionadas da lista de Barbuy et al. (2006), de acordo com critérios pré-estabelecidos que explicaremos na seção 4.4.2. A finalidade da seleção de novos pares de linhas é maximizar a dependência das razões entre as larguras equivalentes de linhas de absorção com a temperatura e minimizar a dependência com outros parâmetros. Nas próximas subseções serão discutidos os critérios de seleção das linhas e das razões empregados no presente trabalho.

4.4.1 Lista de Linhas

Das 9895 linhas atômicas selecionadas da lista de Barbuy, que cobrem a faixa espectral de 4006Å a 7711Å para os elementos Fe, Ti, V, Ni, Cr, Si, Mg, somente as linhas fracas ($10 \text{ mÅ} < EW < 200 \text{ mÅ}$) foram estudadas, pois elas são independentes dos efeitos causado por microturbulência, e a razão de tais linhas mostra pouca ou nenhuma dependência em variações de metalicidade (Gray, 1994). Para valores menores que o limite inferior definido para a EW de 10mÅ, a detecção de linhas é mais difícil, pois as linhas mais fracas são mais sensíveis a estimativas de nível contínuo e não podem ser detectados pelo ARES. Linhas com valores de largura equivalente muito grandes, acima de 200 mÅ, começam a alargar e suas medidas tornam-se ineficazes para o método, além da limitação do ARES para o ajuste para linhas espectrais não ser apropriado para estas linhas mais fortes (Sousa et al., 2009).

4.4.2 Critérios para a Seleção dos Pares de Linhas Espectrais

Uma vez que estamos à procura de uma relação empírica de cada razão como uma função da temperatura é natural que devemos escolher a combinação apropriada de linhas a fim de ser mais sensível à variação da temperatura e para ser tanto quanto possível independente de outros fatores. Estes fatores podem ser tanto os físicos, tais como, devido às abundâncias de metalicidade ou as diferenças de gravidade superficial, ou os não físicos, tais como aqueles que vêm a partir das medições subjetivas das larguras equivalentes. Com essa finalidade, apresentamos alguns critérios utilizados para selecionar as razões:

- (1) Os potenciais de excitação das linhas em um par devem diferenciar o máximo possível. Assim, as razões entre elas serão mais sensíveis às variações de temperatura.

Isto, segundo Gray (1994), porque a largura equivalente de linhas com baixo potencial de excitação mudará mais rapidamente que as larguras equivalentes de linhas com alto potencial de excitação, a medida que a temperatura variar. Neste trabalho combinamos as linhas com diferença de potencial de excitação maior do que 3 eV.

- (2) As linhas devem estar próximas no espectro, $\lambda_2 - \lambda_1 < 70\text{\AA}$. Esta condição visa eliminar possíveis erros vindos da determinação do contínuo nas medidas das larguras equivalentes, já que o nível do contínuo é aproximadamente o mesmo para estas linhas e isto será anulado na razão destas, minimizando a influência da incerteza na avaliação do contínuo para o cálculo das razões de larguras equivalentes das linhas, como podemos ver em Kovtyukh et al. (2003). E, para os espectros observados, considerando linhas próximas, não é preciso se preocupar com a extinção intraestelar, pois a extinção irá afetar as duas linhas da mesma forma.
- (3) As linhas devem ser fracas o suficiente para eliminar possíveis dependências com microturbulência, rotação e metalicidade (Gray, 1994). Portanto, como discutido da subseção 4.4.1, somente as linhas fracas foram mantidas (entre 10 mÅ a 200 mÅ). Este critério foi aplicado somente após o cálculo das larguras equivalentes das linhas da nossa lista pelo ARES.

A atmosfera da Terra é o principal agente de degradação das imagens astronômicas. Portanto é importante levar em consideração os seus efeitos sobre as observações fotométricas e espectroscópicas. Ela é constituída de muitos gases, por isso quando a luz proveniente de uma estrela a atravessa, algumas linhas espectrais são formadas e estas linhas são registradas juntamente com aquelas formadas na atmosfera da estrela. Este efeito que ocorre a partir deste processo é chamado de absorção telúrica. Se não considerarmos a presença de linhas telúricas, os resultados podem ser distorcidos, introduzindo erros no comprimento de onda e nas medidas de força de linhas espectrais.

Em nosso estudo empregamos espectros sintéticos e estes estão livres de alguns efeitos que distorcem o resultado real. Porém, é indispensável pensar que, quando utilizamos dados reais, deve-se levar em consideração que as linhas utilizadas nas razões devem estar situadas em regiões espectrais livres de absorção telúrica. Catanzaro (1998) propõe em seu trabalho um atlas para reconhecer linhas telúricas.

A seleção das razões foi realizada, seguindo os critérios estabelecidos nesta seção, para a lista de linhas metálicas obtidas anteriormente. Assim, nós selecionamos, inicialmente, conforme poderemos ver no próximo capítulo, 536 pares (razões) de 2039 linhas metálicas, dentro do intervalo de comprimento de onda de 4000 Å a 7000 Å.

Capítulo 5

Resultados e Análises

Apresentamos neste capítulo os resultados obtidos no trabalho para o estudo e a determinação de novos pares de linhas espectrais como indicadores de temperatura efetiva de estrelas.

5.1 Razões Estudadas e Selecionadas

Com a intenção de encontrar um meio rápido e automático para determinar a temperatura efetiva de estrelas com diferentes parâmetros a partir de razões entre a largura equivalente de linhas espectrais, investigamos todas possíveis combinações das linhas metálicas contidas na lista que selecionamos de Barbuy e determinamos, através dos critérios estabelecidos, e discutidos no capítulo anterior, quais os possíveis pares. Discutiremos nesta seção todo o estudo realizado sobre as linhas espectrais que selecionamos para a determinação das razões encontradas neste trabalho.

Das 9895 linhas espectrais (metálicas) da nossa lista selecionamos 2039 linhas que pudessem ser combinadas entre si e satisfizessem o critério de formar pares com diferença de potencial de excitação maior ou igual a 3 eV. Fizemos os gráficos das 2039 linhas, contendo a medida de largura equivalente *versus* temperaturas efetiva para os 476 espectros sintéticos calculados, para avaliarmos o comportamento das linhas em todos os espectros sintéticos.

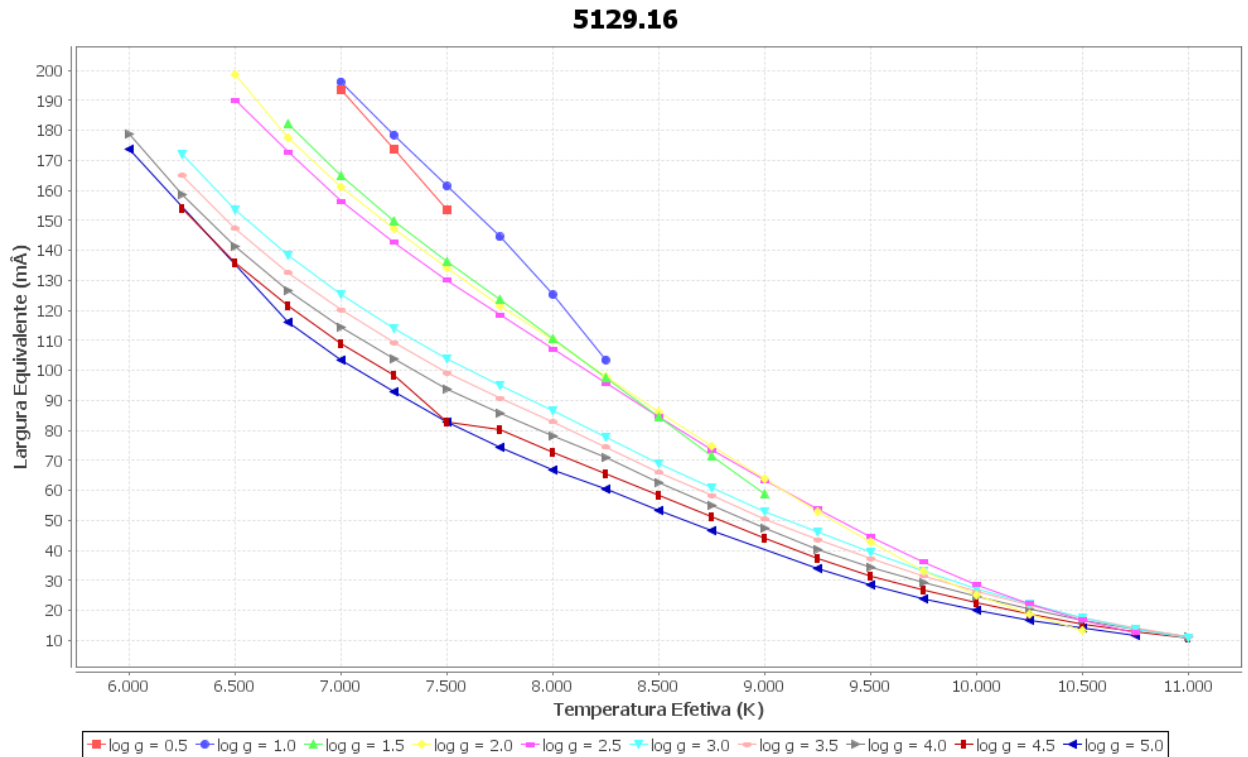


Figura 5.1: Análise gráfica das medidas de largura equivalente da linha de Ti II, com $\chi = 1,89$, para os espectros sintéticos, de acordo com a gravidade da estrela. Podemos notar que, a medida que a temperatura efetiva aumenta, a largura equivalente da linha diminui.

Temos, na figura 5.1, o exemplo do resultado obtido para a linha Ti II $\lambda 5129,16$ decorrente do procedimento de medição das larguras equivalentes calculadas pelo programa ARES em cada espectro sintético, com diferentes temperaturas efetivas e gravidade superficial. Notamos, como esperado, que a força das linhas espectrais diminui, de forma geral, com o aumento da temperatura efetiva, até tornar-se fraca o suficiente e, não mais, aparecer no espectro. Assim, cada linha, dependendo do seu potencial de ionização, aparece em uma parte do espectro de acordo com os parâmetros da estrela.

Para combinarmos as linhas em pares, consideramos apenas as medidas de largura equivalente no intervalo entre 10 m Å e 200 m Å. Portanto, não utilizamos todas as medidas de largura equivalente obtidas. Algumas medidas não foram feitas em todos os espectros, pois algumas linhas não aparecem em certos tipos espectrais devido ao valor da temperatura efetiva e do potencial de excitação. As medidas foram calculadas pelo código ARES e por motivos de limitações, como ajuste de parâmetros de entrada, mistura de linhas nos espectros, etc., algumas medidas não são confiáveis e/ou não foram obtidas. Os comprimentos de onda que possuíam mais de uma linha e as linhas que foram confundidas por outras, no momento do cálculo, não foram consideradas na análise. Por razão das circunstâncias descritas acima,

podemos mostrar um exemplo, figura 5.2, do grande número de linhas espectrais que, para este trabalho, desconsideramos na nossa análise por falta e/ou confiança dos dados.

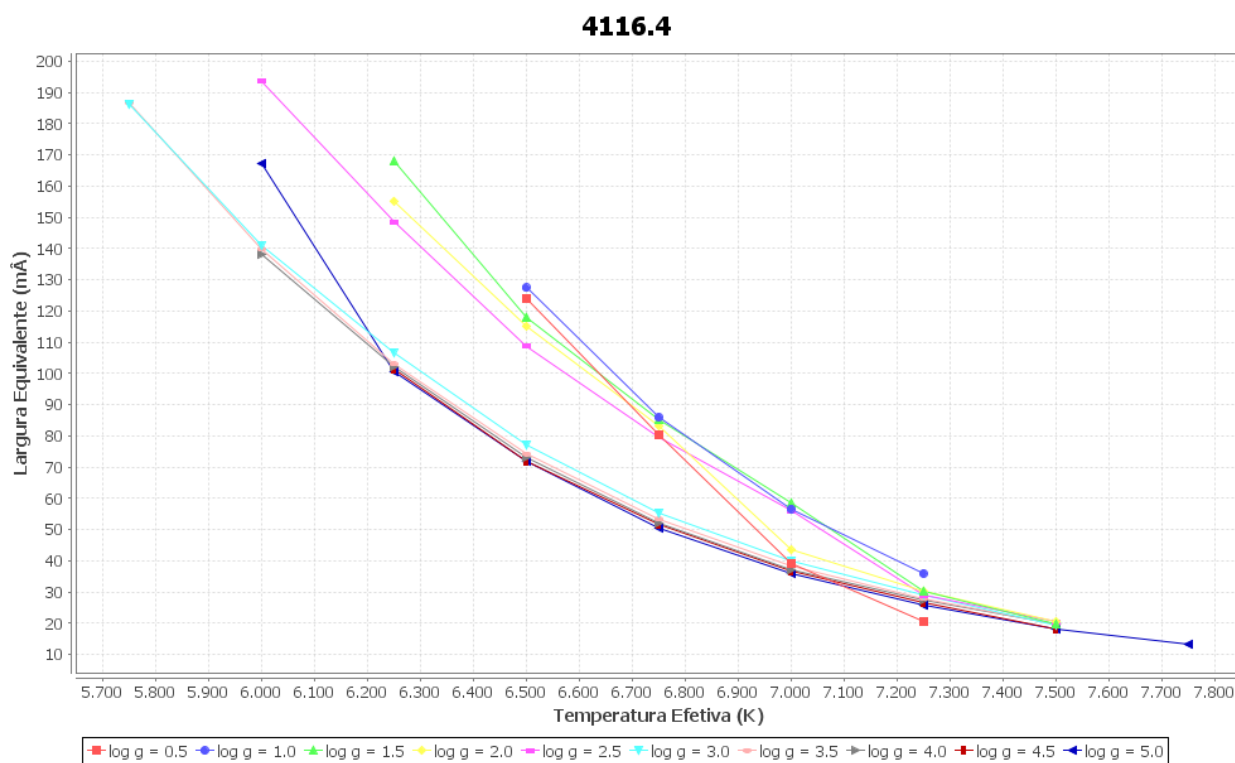


Figura 5.2: Medidas da largura equivalente para a linha $\lambda 4116,4$ V I, com $\chi = 0,28$ eV. Além da pouca quantidade de medidas de largura equivalente obtida para a grande porção de espectros sintéticos, esta linha foi, inicialmente, desconsiderada em nossa análise, pois está em uma região do espectro misturada por outras linhas, dificultando a precisão das medidas e foi confundida, no momento do cálculo da largura equivalente pelo código ARES, com a linha $\lambda 4116,7$ V I, com $\chi = 0,27$ eV, devido os ajustes iniciais de parâmetros de entrada.

Após a escolha das linhas, candidatas aos possíveis pares, realizamos a combinação entre elas de acordo com os critérios estabelecidos na seção 4.4.2. As razões adotaram a sistemática de dividir uma linha com alto potencial de excitação por uma linha com baixo potencial de excitação, com a finalidade de dividir linhas que diminuem sua força mais devagar com o aumento da temperatura efetiva com as que diminuem mais rápido. Assim o resultado esperado para os gráficos das razões seria uma curva crescente com a temperatura efetiva. O resultado deste procedimento foi a obtenção de 536 pares com as 2039, onde muitas razões encontradas foram desconsiderados devido a maior parte das linhas não possuírem dados suficientes sobre sua medida de largura equivalente em uma quantidade considerável dos espectros sintéticos para serem analisadas com rigor. Lembrando também, como discutido anteriormente, algumas razões encontradas foram desconsiderados devido a pouca informação colhida com o ARES e algumas linhas não foram calculadas por serem muito fracas em

alguns tipos espectrais ou por possuírem intensidades superiores a 200 mÅ. As 536 razões de largura equivalente de pares de linhas foram dispostas com a temperatura efetiva dos espectros sintéticos graficamente.

Dos 536 gráficos dos pares selecionados, uma análise metódica foi realizada com a expectativa de encontrar curvas crescentes das razões entre as larguras equivalentes das linhas combinadas em um intervalo de temperatura efetiva compreendidos pelos espectros sintéticos, separados por valores de gravidade. Selecionamos, inicialmente, 101 razões que apresentaram graficamente os resultados esperados teoricamente, e que nos expusessem, de forma ordenada, a indicação de sensibilidade com a temperatura efetiva.

Estas 101 razões compunham-se de 196 linhas, compreendidas entre 4200 Å e 6400 Å, que foram estudas e analisadas individualmente para que se confirmasse a validade dos dados calculados com o ARES. Este procedimento foi realizado manualmente com o IRAF com a rotina *splot*, na qual verificamos, cuidadosamente, os comprimentos de onda, os valores de largura equivalente, efeitos de mistura na região onde se encontra cada uma destas 196 linhas para três tipos espectrais: $T_{ef} = 4500$ K e $\log g = 3.0$; $T_{ef} = 6750$ K e $\log g = 4.5$ e $T_{ef} = 9000$ K e $\log g = 5.0$. Após esta análise filtramos apenas 56 linhas “boas”, ou seja, que apresentaram coerência entre as medidas de comprimento de onda e de largura equivalente obtidas com o código ARES e com o IRAF. As outras 140 linhas foram desconsideradas por apresentarem certa diferença nas medidas de largura equivalente obtidas pelas duas formas citadas acima. As linhas pré-selecionadas podem ser conferidas na tabela 5.1.

Tabela 5.1: Lista de linhas pré-selecionadas como boas candidatas para serem indicadores de temperatura.

λ (Å)	Elemento / Estado de Ionização	χ (eV)
4045,8	Fe I	1,48
4078,4	Ti I	1,07
4116,7	V I	0,27
4152,1	Fe I	0,96
4174,9	Fe I	0,91
4284,2	Cr II	3,85
4290,9	Ti I	0,81
4352,8	V I	0,07
4389,2	Fe I	0,05
4391,7	Cr II	1
4408,5	V I	0,26
4419,9	V I	0,28

Tabela 5.1: Continuação.

4496,1	Ti I	1,75
4512,74	Ti I	0,84
4554,99	Cr II	4,07
4571,1	Mg I	0
4588,2	Cr II	4,07
4592,05	Cr II	4,07
4646,16	Cr I	1,03
4656,47	Ti I	0
4733,59	Fe I	1,48
4805,2	Cr I	4,17
4806,9	Ni I	3,68
4812,3	Cr II	3,86
4820,4	Ti I	1,5
4986,22	Fe I	4,22
5035,91	Ti I	1,46
5036,47	Ti I	1,44
5051,64	Fe I	0,91
5083,34	Fe I	0,96
5102,97	Ni I	1,68
5129,16	Ti II	1,89
5224,31	Ti I	2,13
5225,53	Fe I	0,11
5237,32	Cr II	4,07
5272,4	Fe II	5,96
5296,7	Cr I	0,98
5300,7	Cr I	0,98
5339,9	Fe II	4,8
5405,7	Fe I	0,99
5409,7	Cr I	1,03
5420,9	Cr II	3,76
5506,7	Fe I	0,99
5633,95	Fe I	4,99
5703,58	V I	1,05
5835,43	Fe I	5,06
5892,88	Ni I	1,99
6065,49	Fe I	2,61
6200,32	Fe I	2,61
6244,47	Si I	5,61
6258,71	Ti I	1,46
6261,1	Ti I	1,43
6318,72	Mg I	5,11
6347,09	Si II	8,12

Tabela 5.1: Continuação.

6355,03	Fe I	2,84
6358,68	Fe I	0,86

Alguns detalhes sobre as linhas analisadas e combinadas em pares podem ser considerados neste trabalho. Desde que nossa amostra de espectros sintéticos possui um conjunto expressivo de tipos espectrais, com temperaturas efetivas que variam de 3500 K a 50000K, nós esperamos um ambiente significativamente variado em torno de cada linha, devido ao efeito de mistura. Levando este problema em conta, linhas com comprimentos de onda menores que 4200 Å foram removidas da análise, porque essa região é densamente povoada de linhas, como pode ser visto na figura 5.3, e susceptíveis a produzirem o efeito de mistura, principalmente em estrelas mais frias.

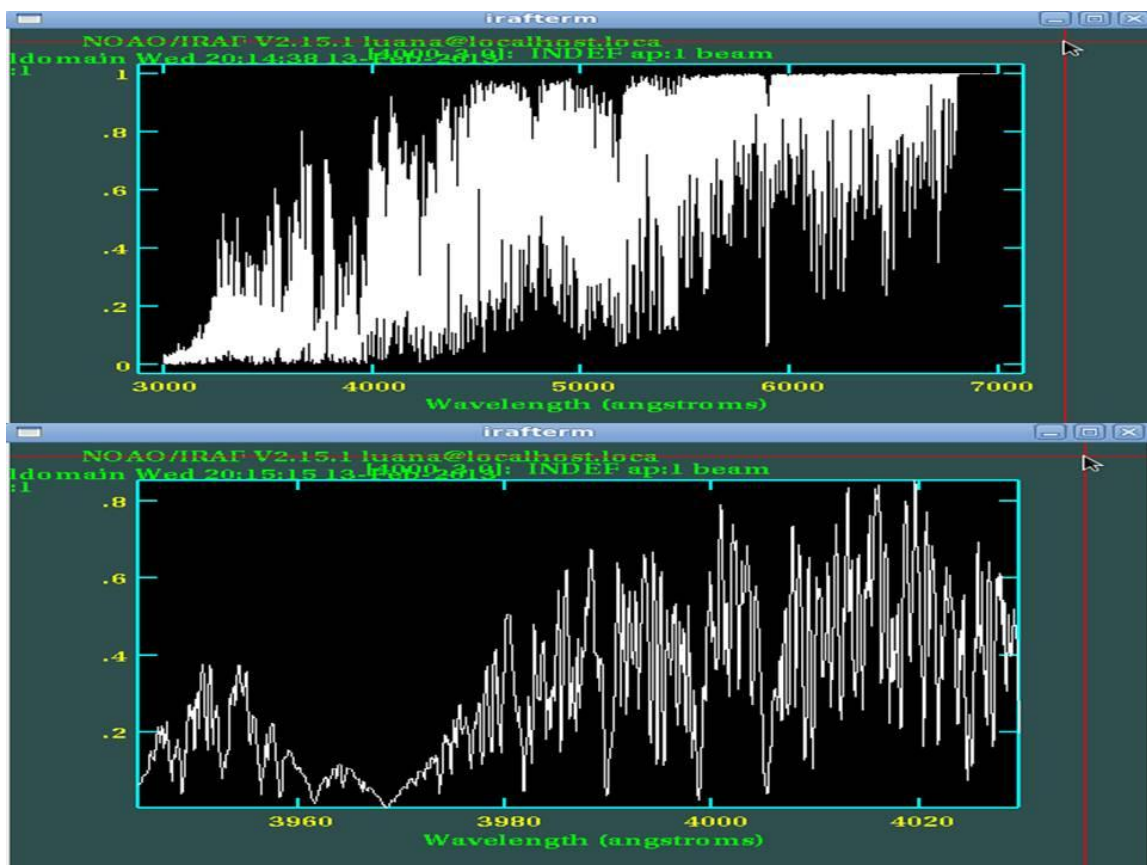


Figura 5.3: Visualização, quadro de cima, do espectro de uma estrela com parâmetros atmosféricos de $T_{\text{ef}} = 4000$ K e $\log g = 3.0$. No quadro de baixo, o destaque da região espectral próxima a 4000 Å, onde o efeito de mistura é evidente devido a grande quantidade de linhas espectrais.

Excluímos cinco linhas da tabela 5.1 com comprimentos de onda menores que 4200 Å, restando apenas 51 linhas para a análise. As combinações destas 51 linhas, segundo os

critérios já discutidos, resultaram em 27 razões confiáveis como indicadoras da temperatura efetiva de estrelas de tipos espectrais variados. A seguir, podemos observar o comportamento das 27 razões encontradas neste trabalho ao longo do tipo espectral (ou temperatura efetiva) – Figura 5.4 a 5.30. Como esperado, todos os gráficos são uma curva crescente com a temperatura, pois dividimos larguras equivalentes de linhas com altos potenciais de excitação, que diminuem sua força (sua intensidade) mais vagarosamente com o aumento da temperatura efetiva, por linhas que diminuem mais rapidamente, com baixos potenciais de excitação. A maioria dos gráficos apresenta claramente uma divisão de acordo com a gravidade da estrela. Isso nos proporciona a determinação deste parâmetro, a partir dos gráficos, quando a temperatura efetiva de estrela já for conhecida.

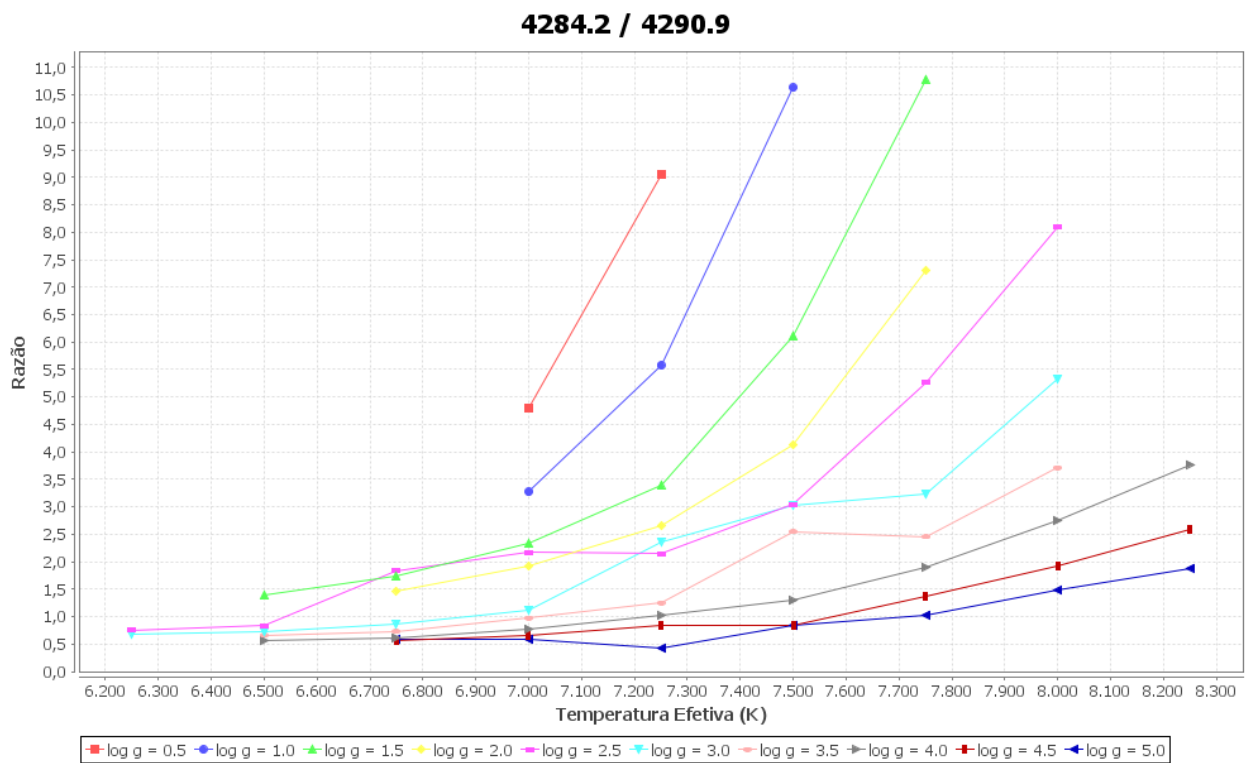


Figura 5.4: Razão composta pelas linhas CrII (4284,2 Å) e TiI (4290,9 Å), que possuem um alto ($\chi = 3,85$ eV) e um baixo ($\chi = 0,81$ eV) potencial de excitação, respectivamente.

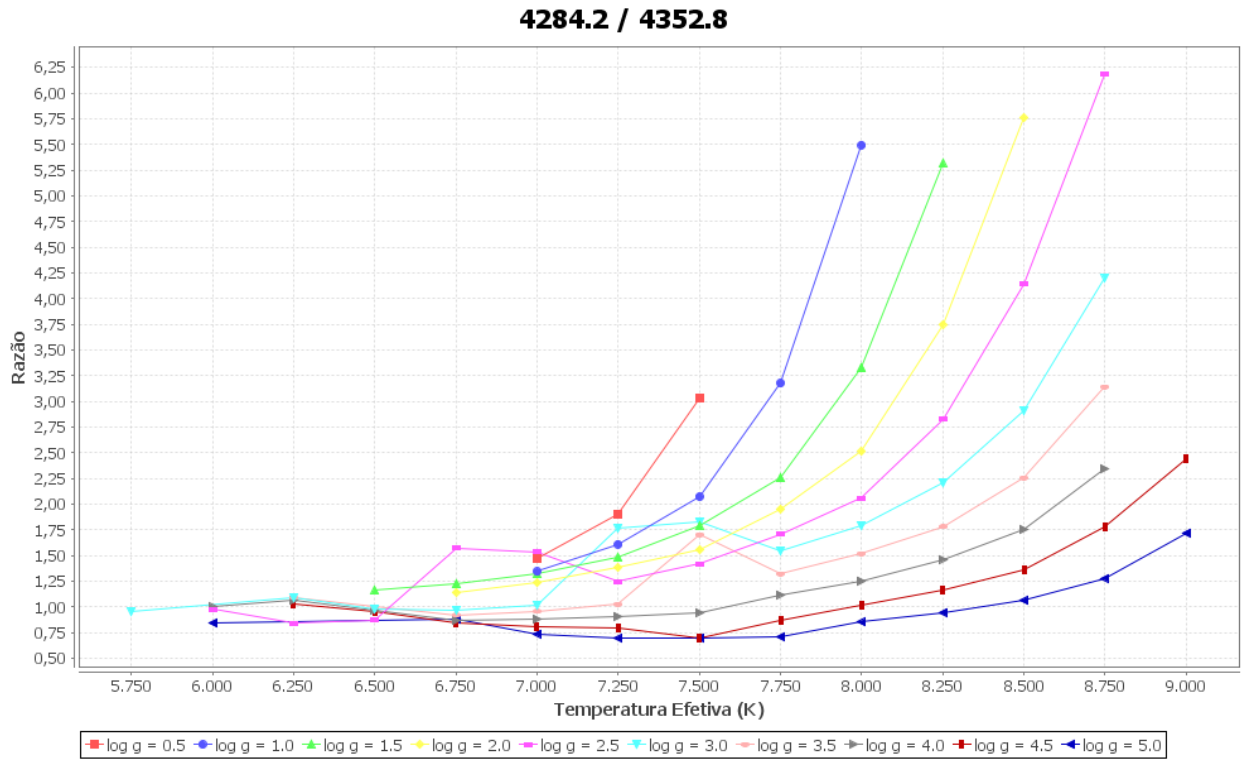


Figura 5.5: Razão composta pelas linhas CrII (4284,2 Å) e VI (4352,8 Å), que possuem um alto ($\chi = 3,85$ eV) e um baixo ($\chi = 0,07$ eV) potencial de excitação, respectivamente.

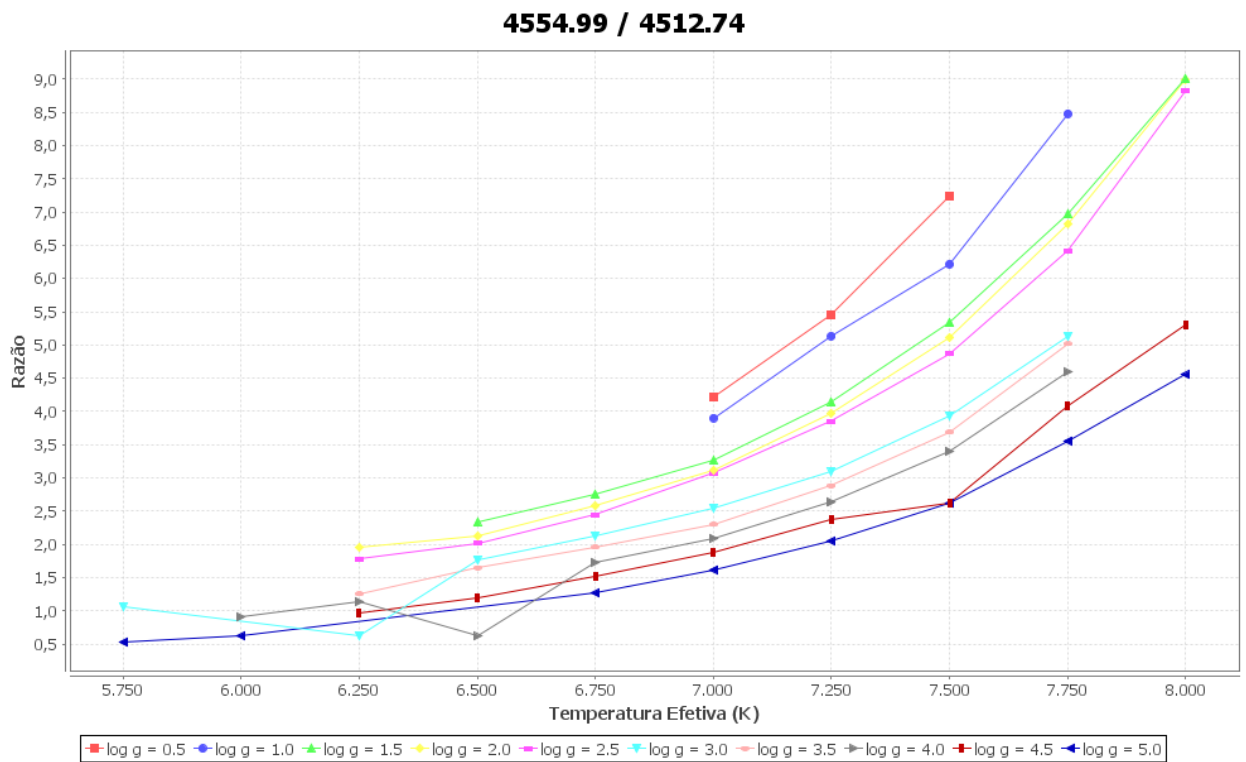


Figura 5.6: Razão composta pelas linhas CrII (4554,99 Å) e TiI (4512,74 Å), que possuem um alto ($\chi = 4,07$ eV) e um baixo ($\chi = 0,84$ eV) potencial de excitação, respectivamente.

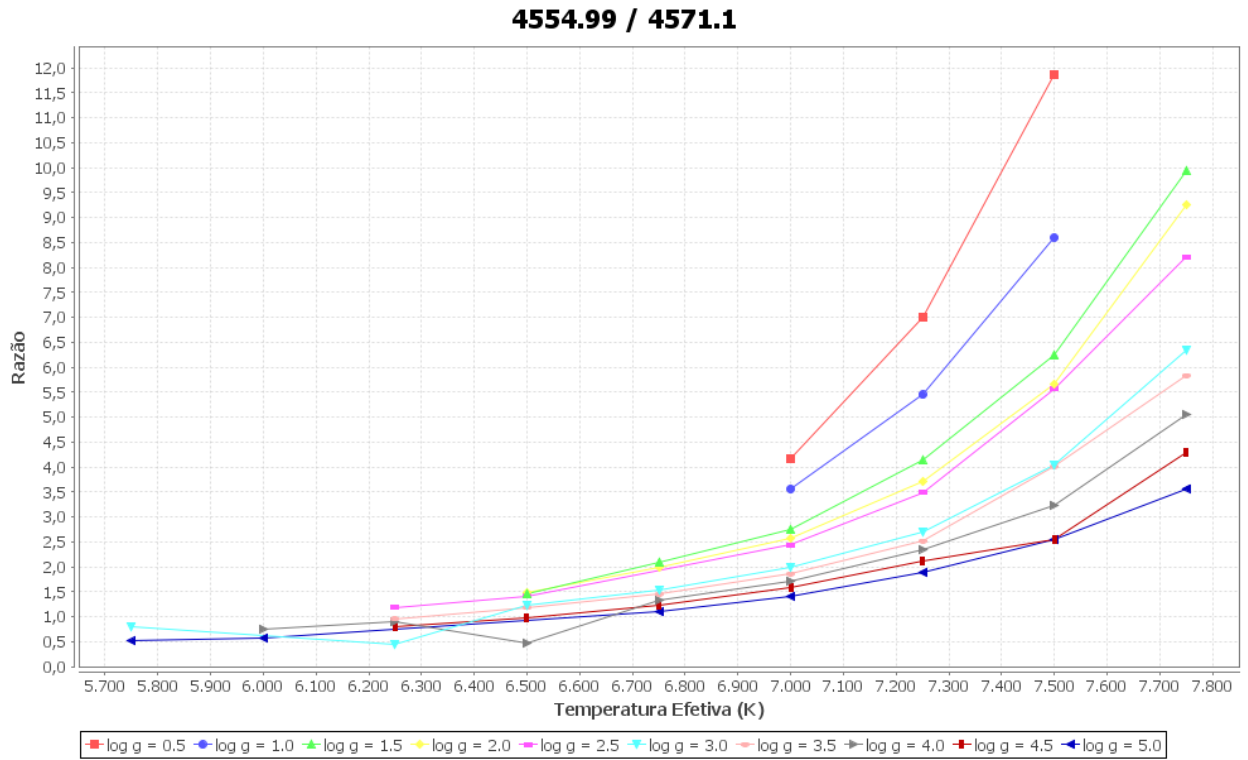


Figura 5.7: Razão composta pelas linhas CrII (4554,99 Å) e MgI (4571,1 Å), que possuem um alto ($\chi = 4,07$ eV) e um baixo ($\chi = 0$ eV) potencial de excitação, respectivamente.

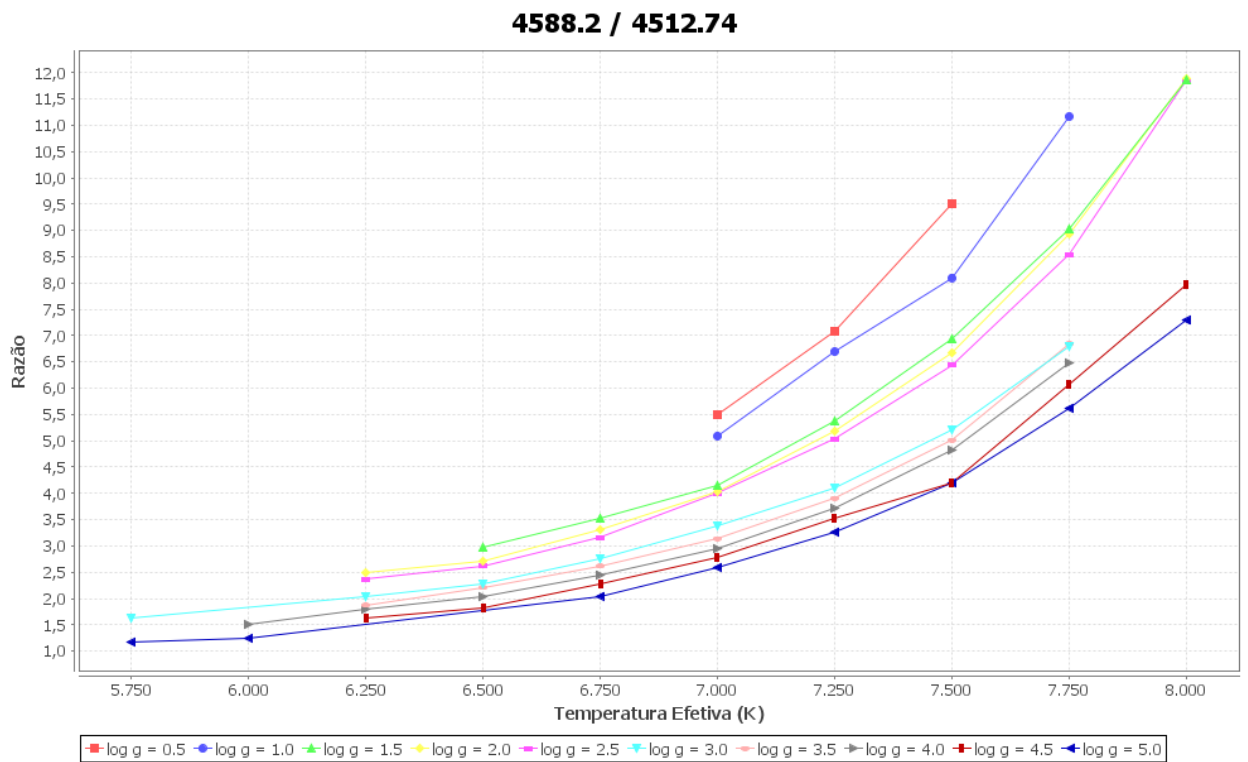


Figura 5.8: Razão composta pelas linhas CrII (4588,2 Å) e TiI (4512,74 Å), que possuem um alto ($\chi = 4,07$ eV) e um baixo ($\chi = 0,84$ eV) potencial de excitação, respectivamente. Podemos observar que, para esta razão, o critério 2 do item 4.4.2 desta dissertação não é respeitado. Como a diferença entre os comprimentos de onda das linhas desta razão é de apenas 76 Å, resolvemos estudar e considerar este par.

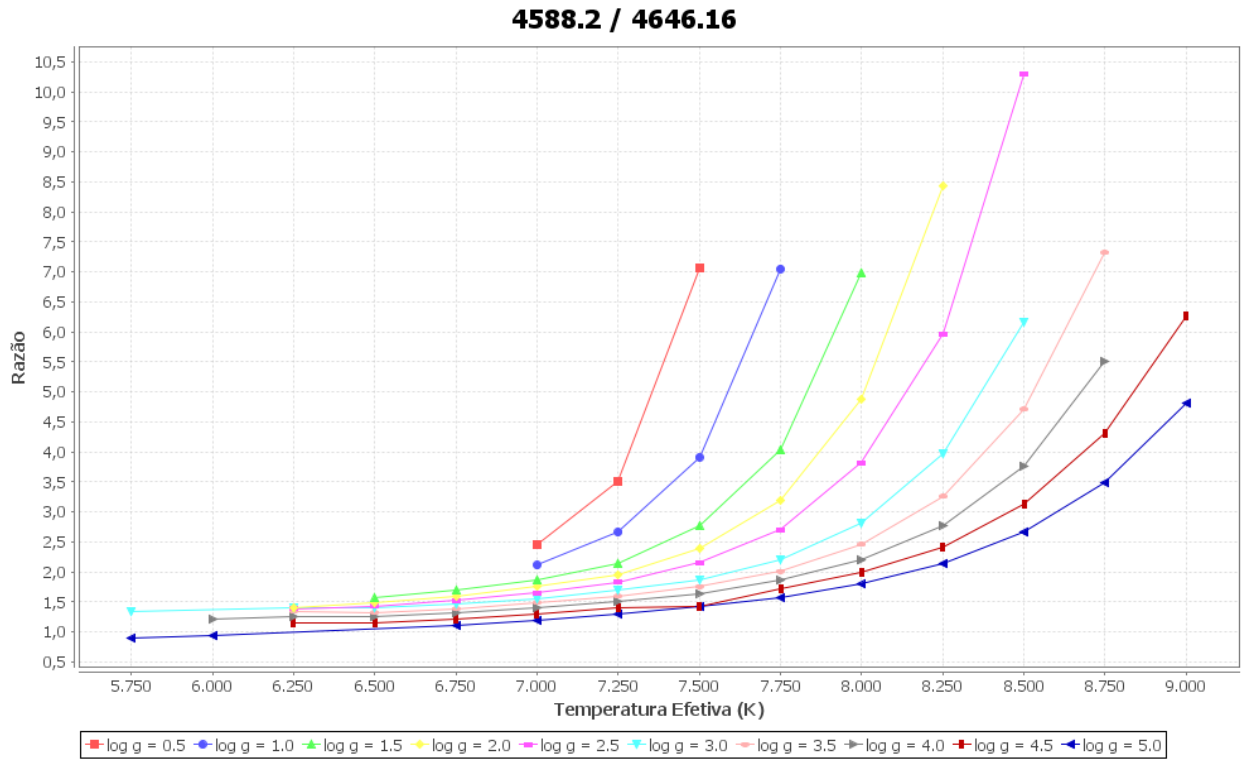


Figura 5.9: Razão composta pelas linhas CrII (4588,2 Å) e CrI (4646,16 Å), que possuem um alto ($\chi = 4,07$ eV) e um baixo ($\chi = 1,03$ eV) potencial de excitação, respectivamente.

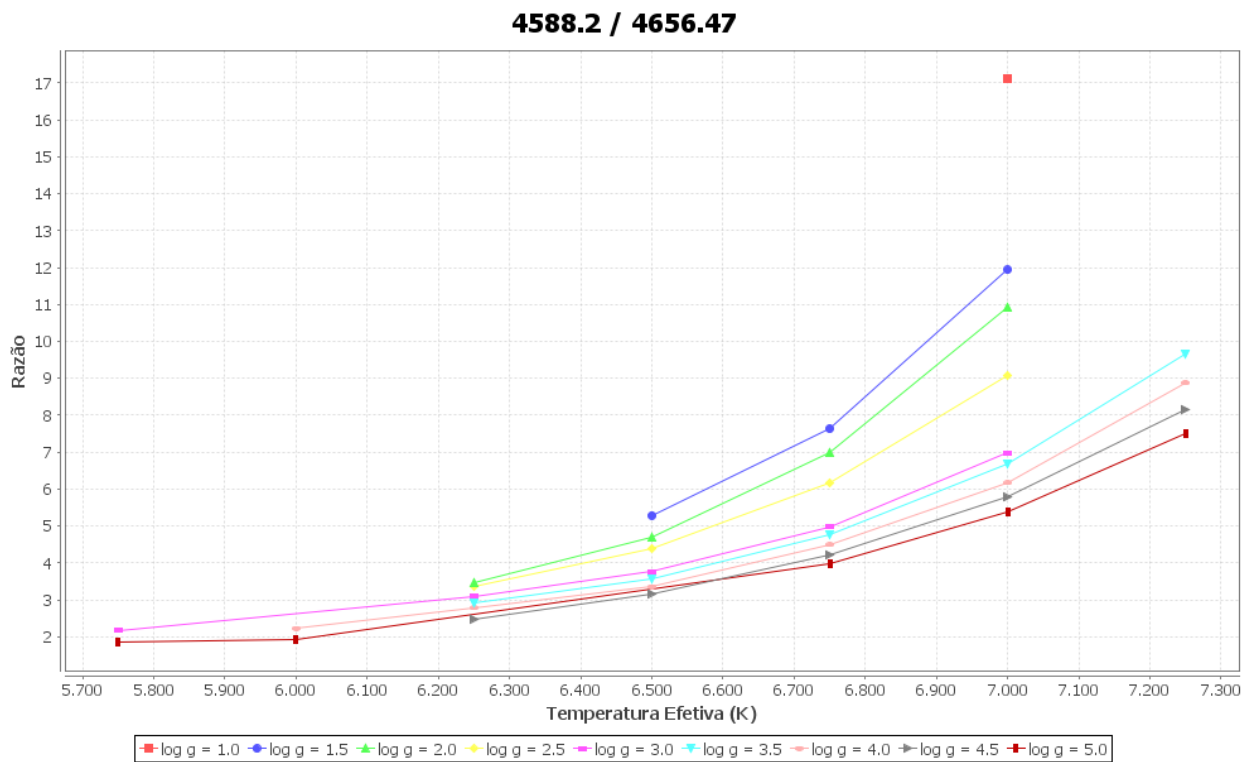


Figura 5.10: Razão composta pelas linhas CrII (4588,2 Å) e TiI (4656,47 Å), que possuem um alto ($\chi = 4,07$ eV) e um baixo ($\chi = 0$ eV) potencial de excitação, respectivamente.

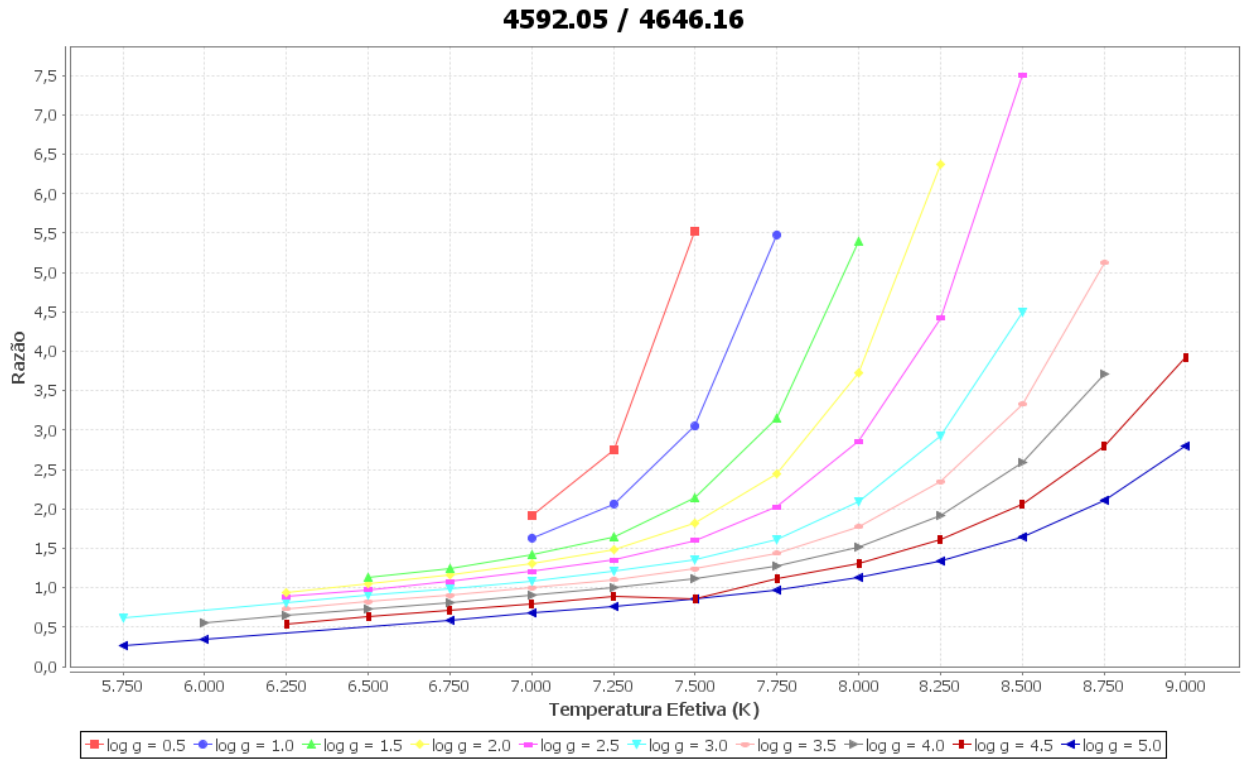


Figura 5.11: Razão composta pelas linhas CrII (4592,05 Å) e CrI (4646,16 Å), que possuem um alto ($\chi = 4,07$ eV) e um baixo ($\chi = 1,03$ eV) potencial de excitação, respectivamente.

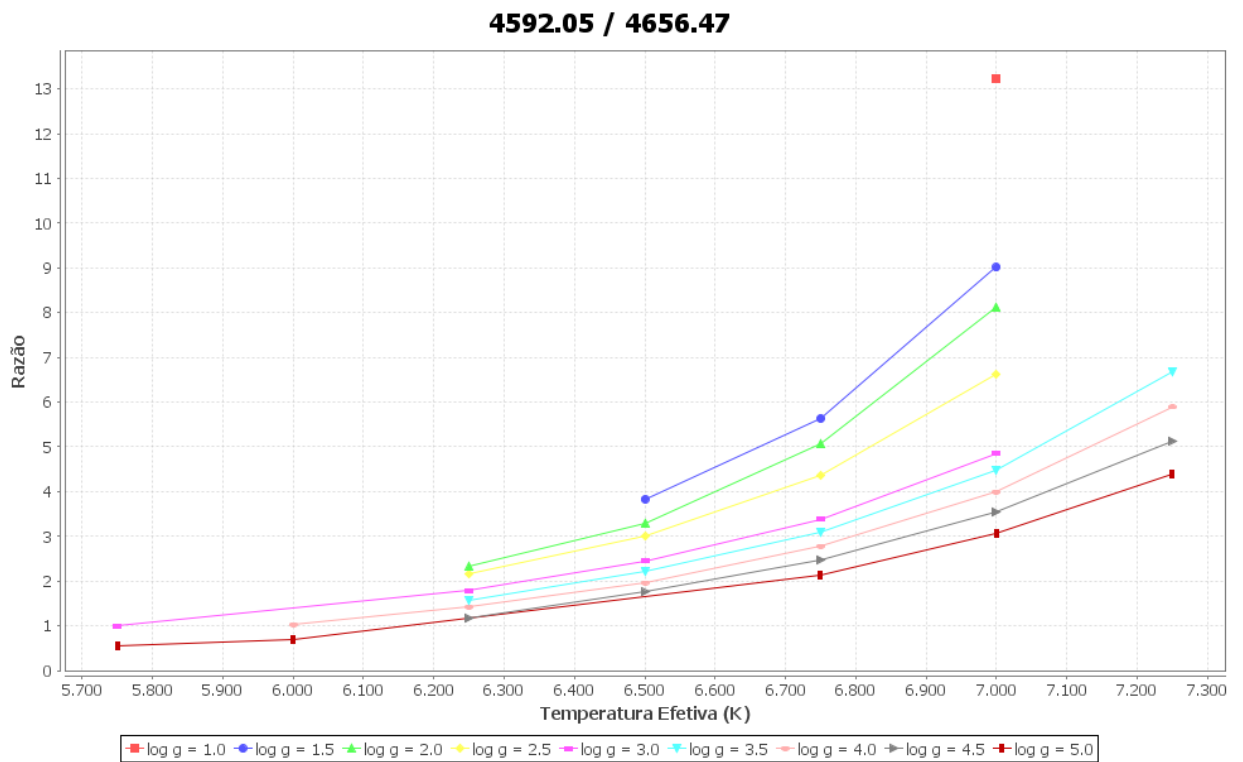


Figura 5.12: Razão composta pelas linhas CrII (4592,05 Å) e TiI (4656,47 Å), que possuem um alto ($\chi = 4,07$ eV) e um baixo ($\chi = 0$ eV) potencial de excitação, respectivamente.

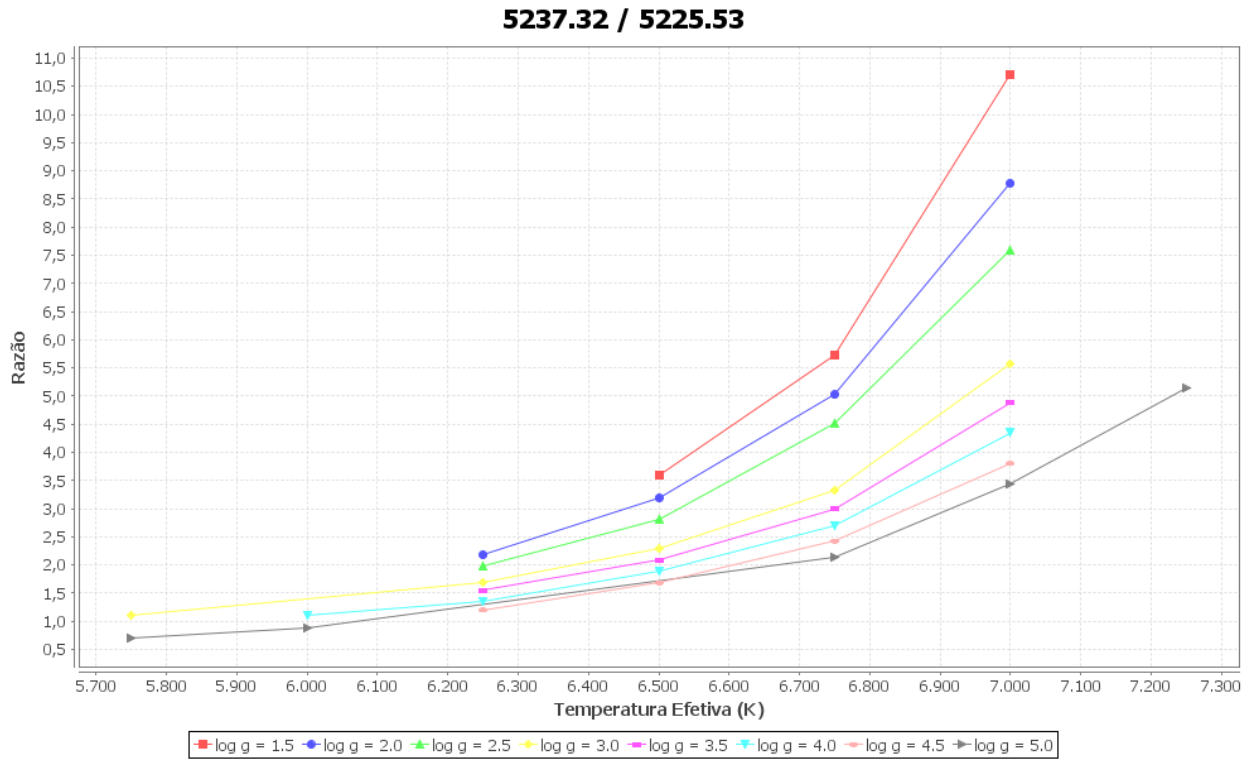


Figura 5.13: Razão composta pelas linhas CrII (5237,32 Å) e FeI (5225,53 Å), que possuem um alto ($\chi = 4,07$ eV) e um baixo ($\chi = 0,11$ eV) potencial de excitação, respectivamente.

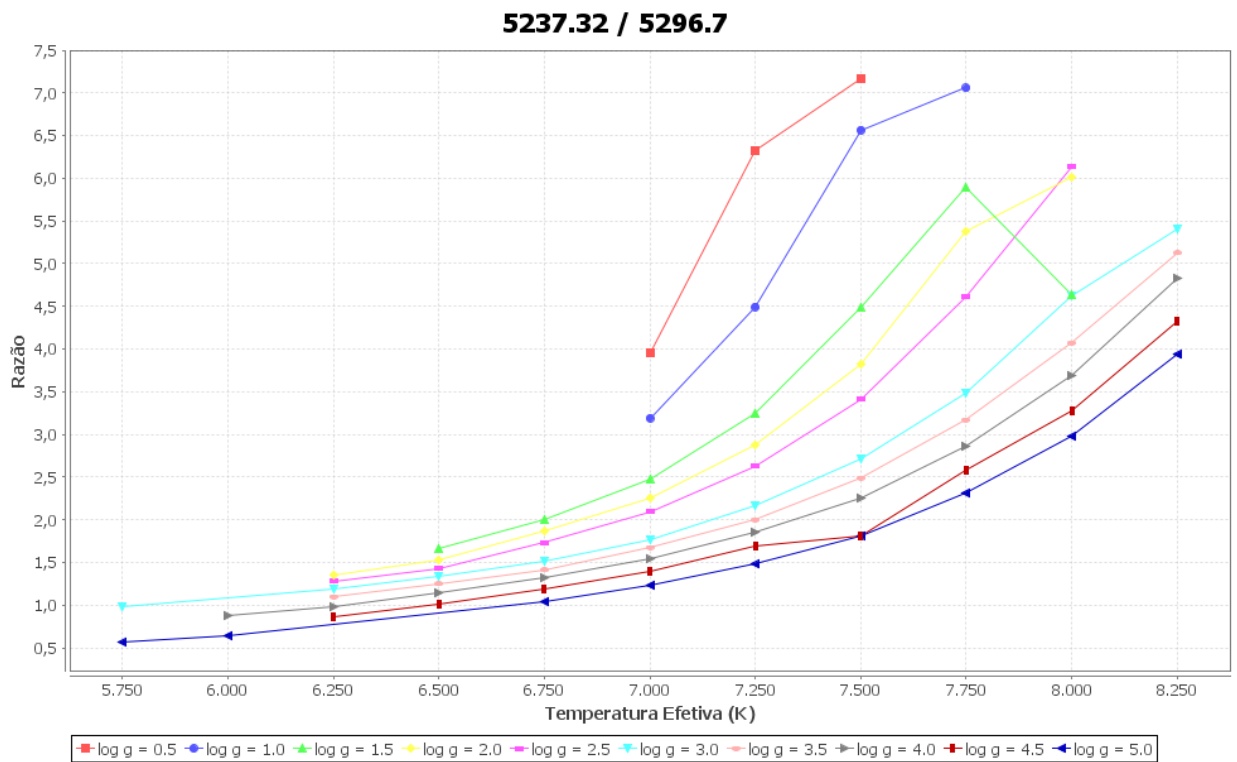


Figura 5.14: Razão composta pelas linhas CrII (5237,32 Å) e CrI (5296,7 Å), que possuem um alto ($\chi = 4,07$ eV) e um baixo ($\chi = 0,98$ eV) potencial de excitação, respectivamente.

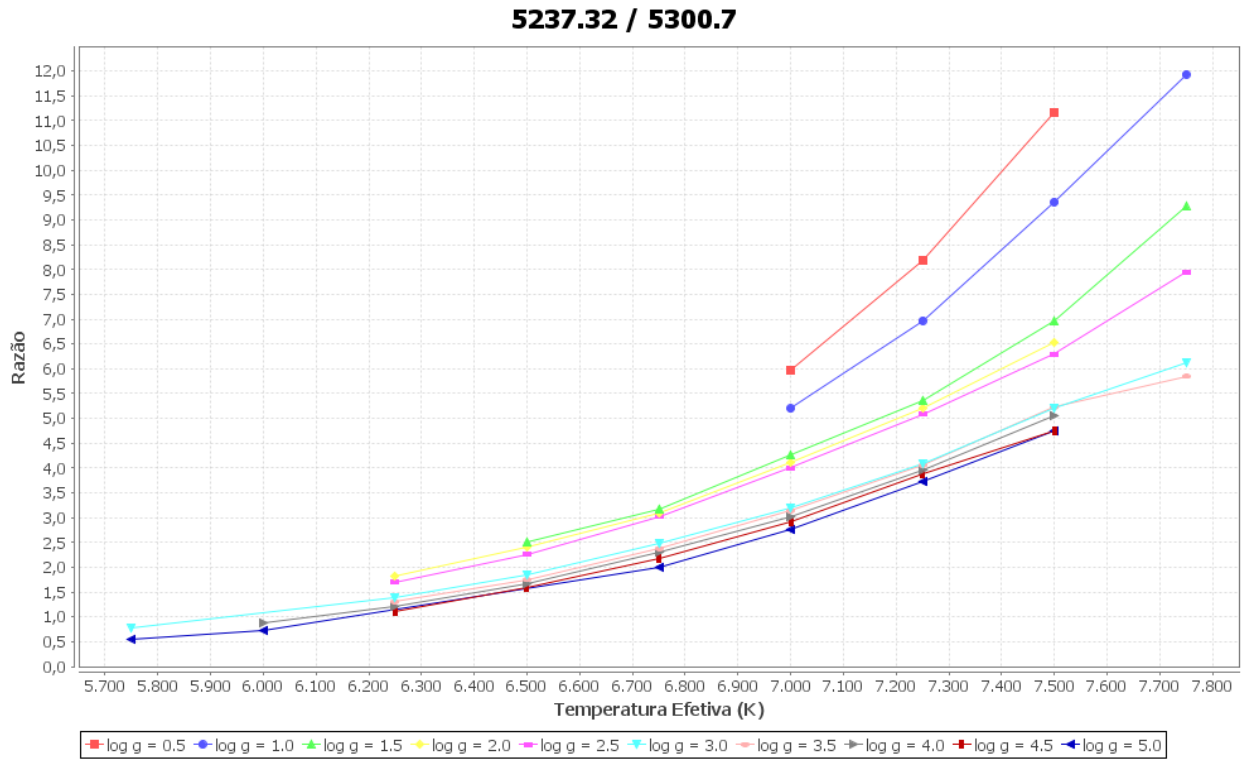


Figura 5.15: Razão composta pelas linhas CrII (5237,32 Å) e CrI (5300,7 Å), que possuem um alto ($\chi = 4,07$ eV) e um baixo ($\chi = 0,98$ eV) potencial de excitação, respectivamente.

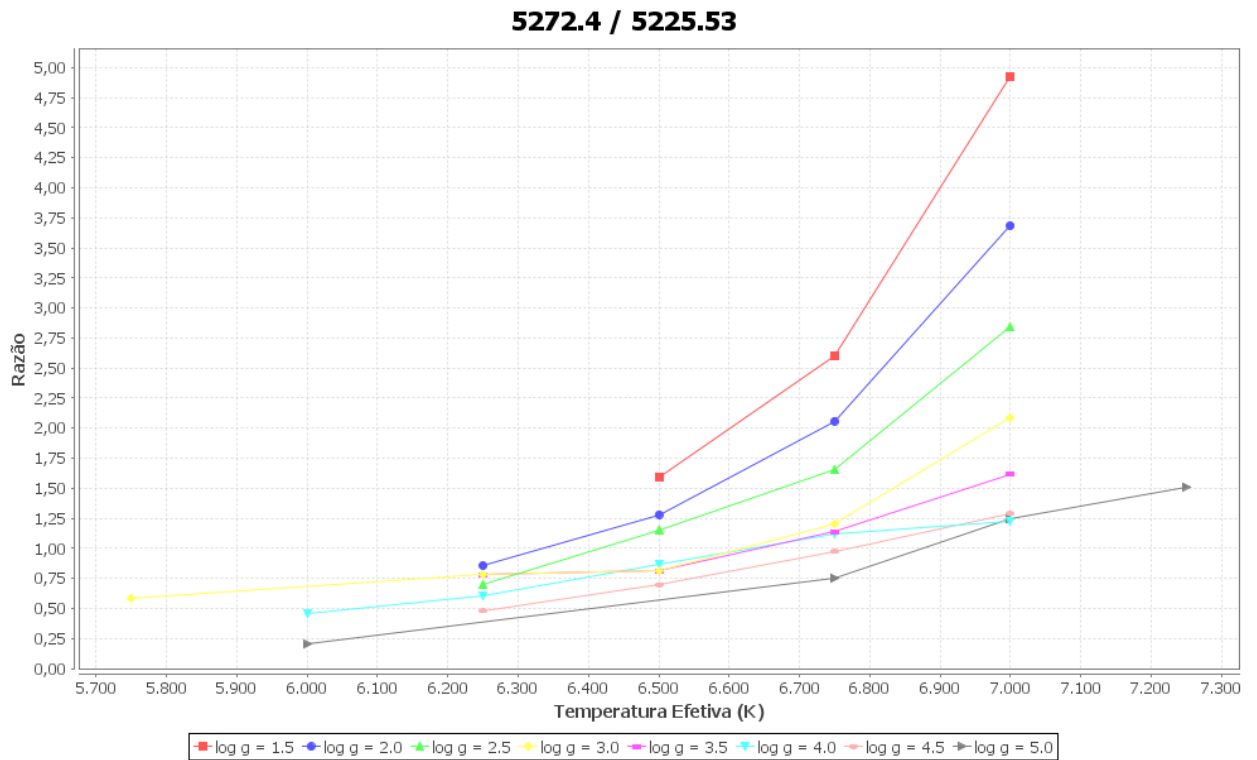


Figura 5.16: Razão composta pelas linhas FeII (5272,4 Å) e FeI (5225,53 Å), que possuem um alto ($\chi = 5,96$ eV) e um baixo ($\chi = 0,11$ eV) potencial de excitação, respectivamente.

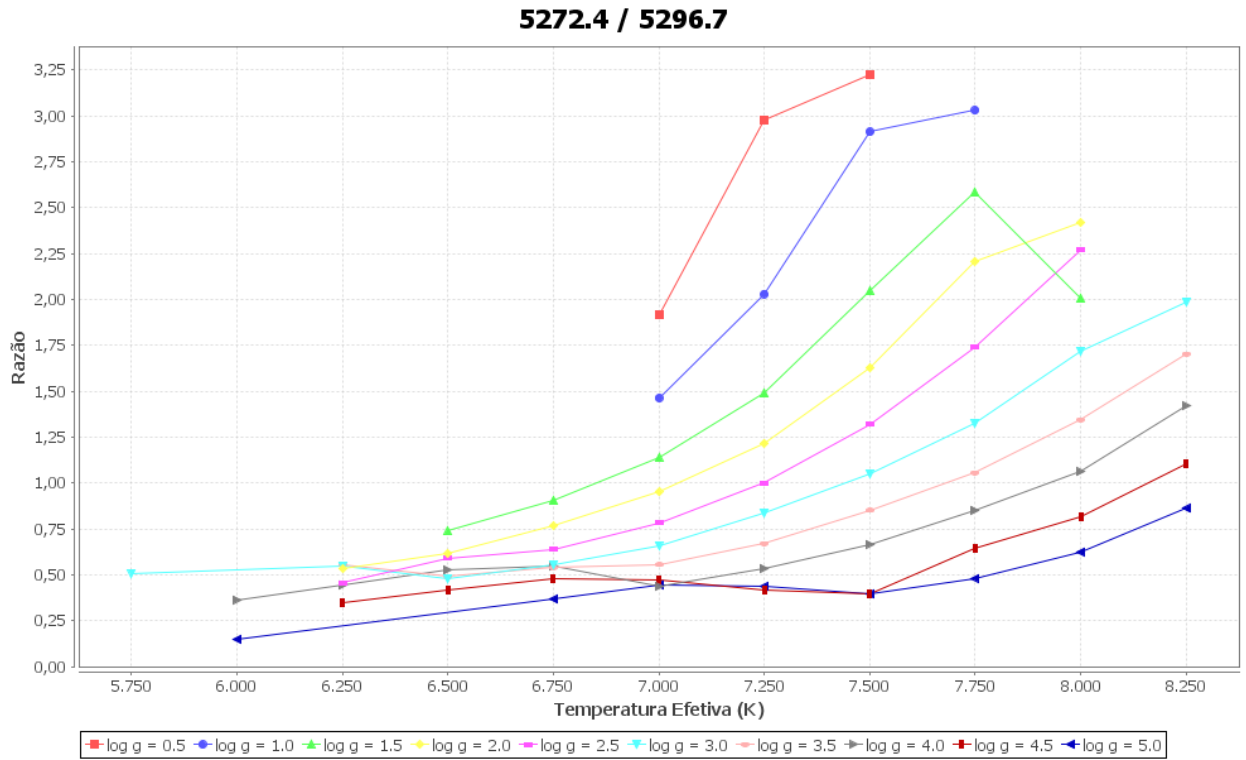


Figura 5.17: Razão composta pelas linhas FeII (5272,4 Å) e CrI (5296,7 Å), que possuem um alto ($\chi = 5,96$ eV) e um baixo ($\chi = 0,98$ eV) potencial de excitação, respectivamente.

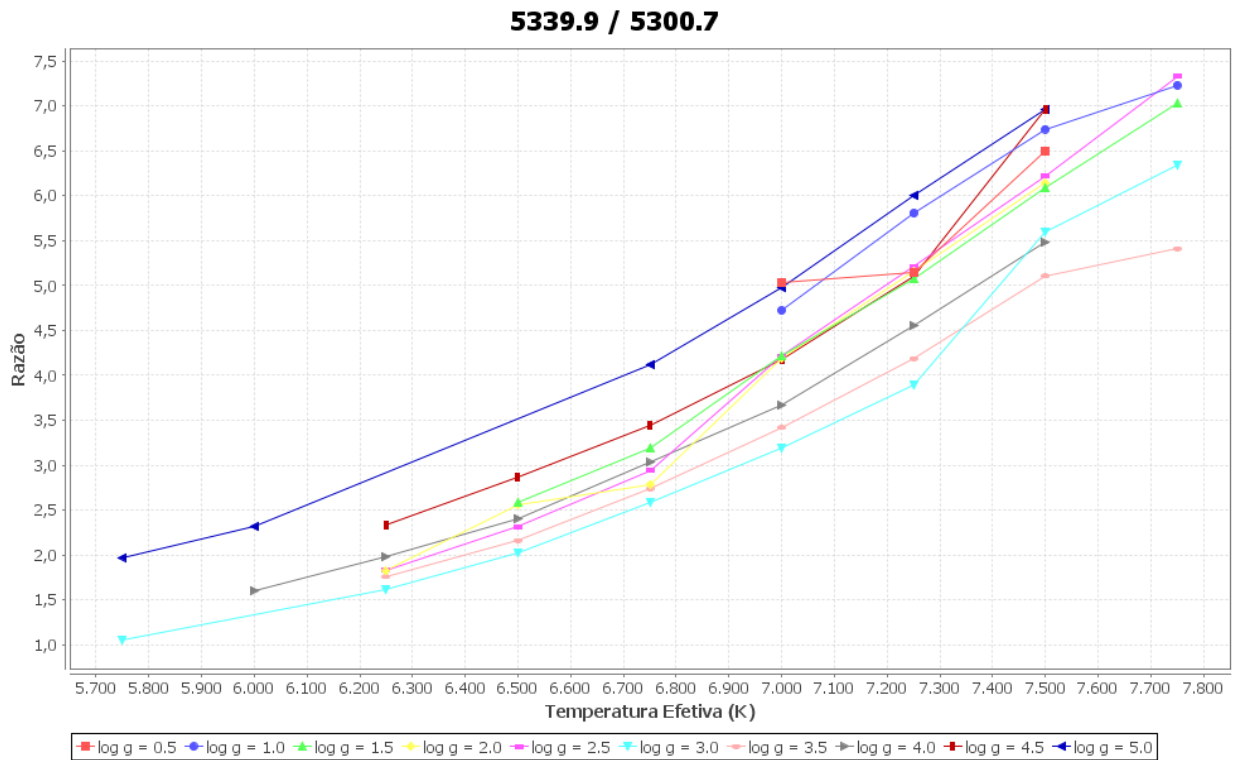


Figura 5.18: Razão composta pelas linhas FeII (5339,9 Å) e CrI (5300,7 Å), que possuem um alto ($\chi = 4,8$ eV) e um baixo ($\chi = 0,98$ eV) potencial de excitação, respectivamente.

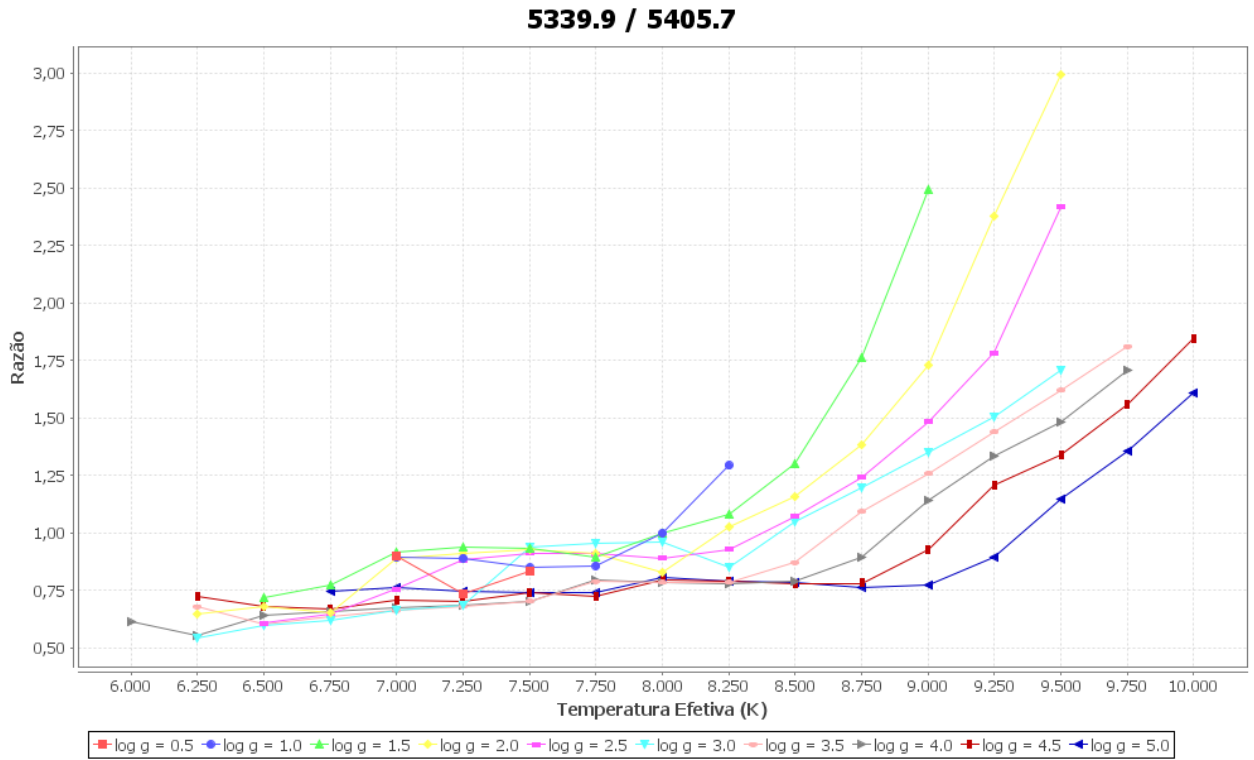


Figura 5.19: Razão composta pelas linhas FeII (5339,9 Å) e FeI (5405,7 Å), que possuem um alto ($\chi = 4,8$ eV) e um baixo ($\chi = 0,99$ eV) potencial de excitação, respectivamente.

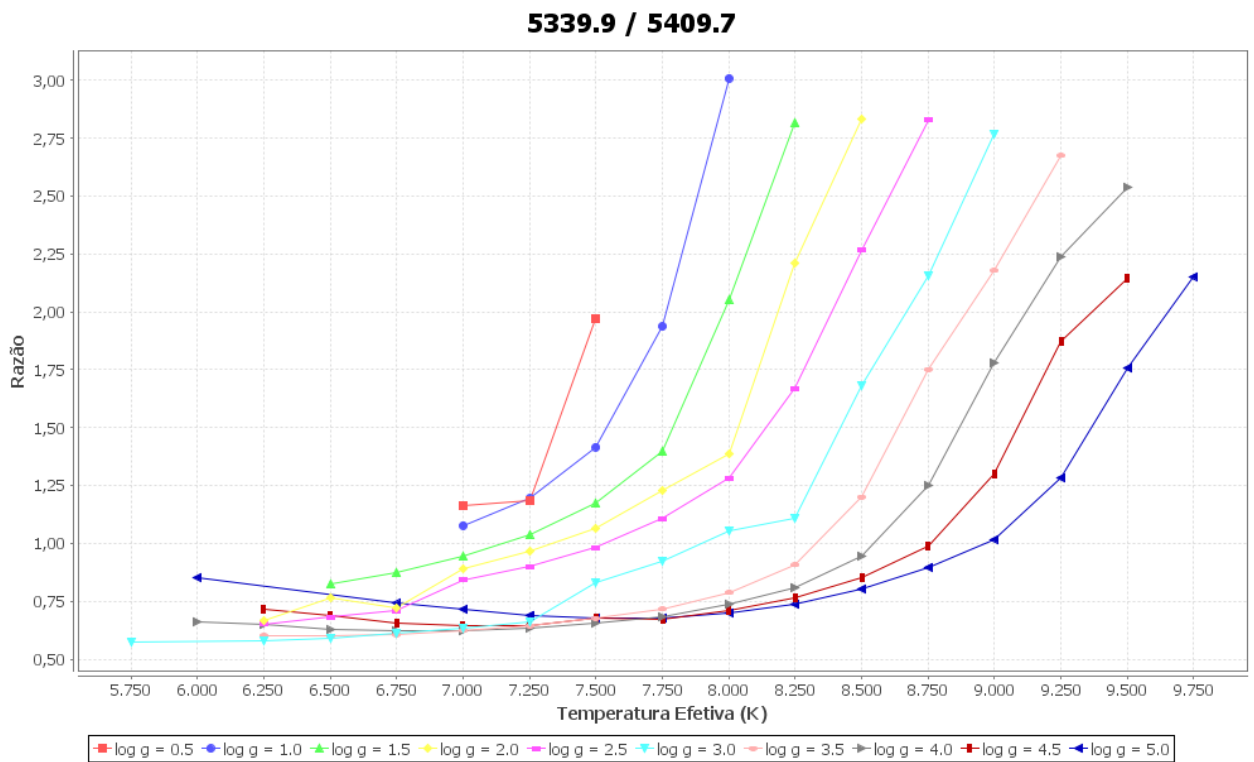


Figura 5.20: Razão composta pelas linhas FeII (5339,9 Å) e CrI (5409,7 Å), que possuem um alto ($\chi = 4,8$ eV) e um baixo ($\chi = 1,03$ eV) potencial de excitação, respectivamente.

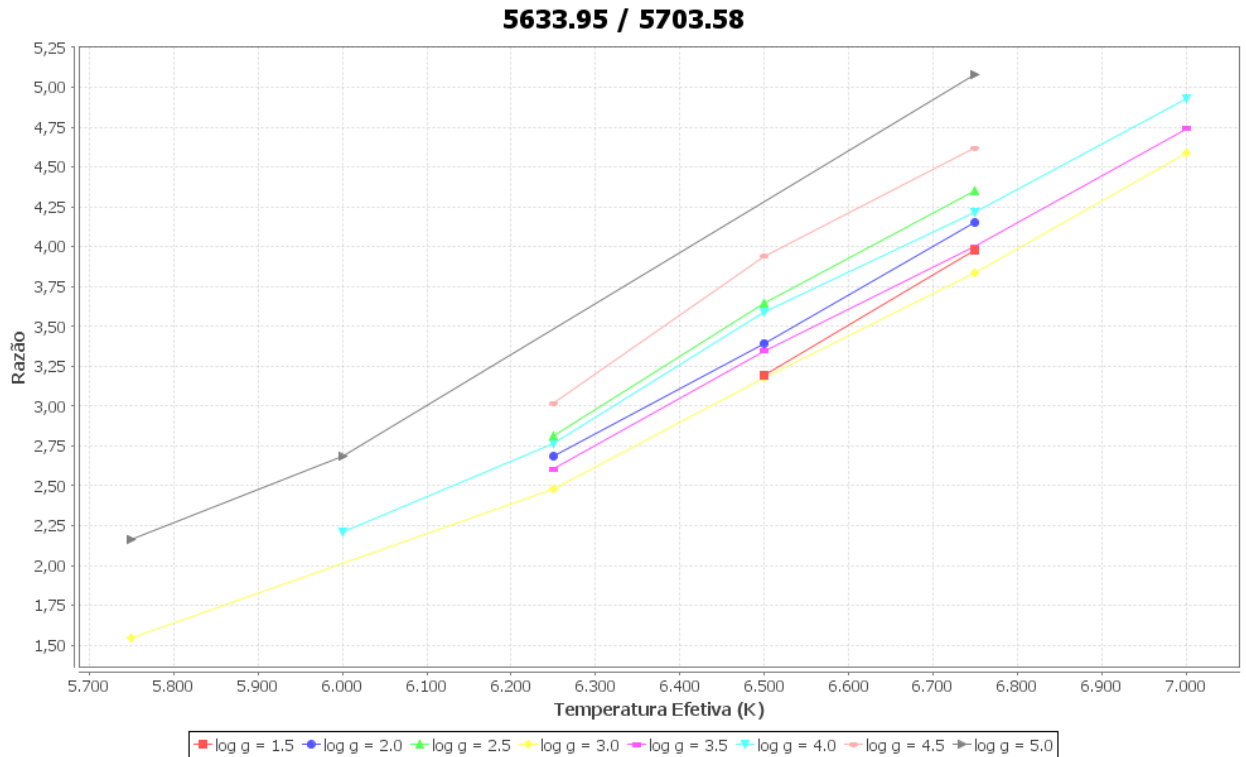


Figura 5.21: Razão composta pelas linhas FeI (5633,9 Å) e VI (5409,7 Å), que possuem um alto ($\chi = 4,99$ eV) e um baixo ($\chi = 1,05$ eV) potencial de excitação, respectivamente.

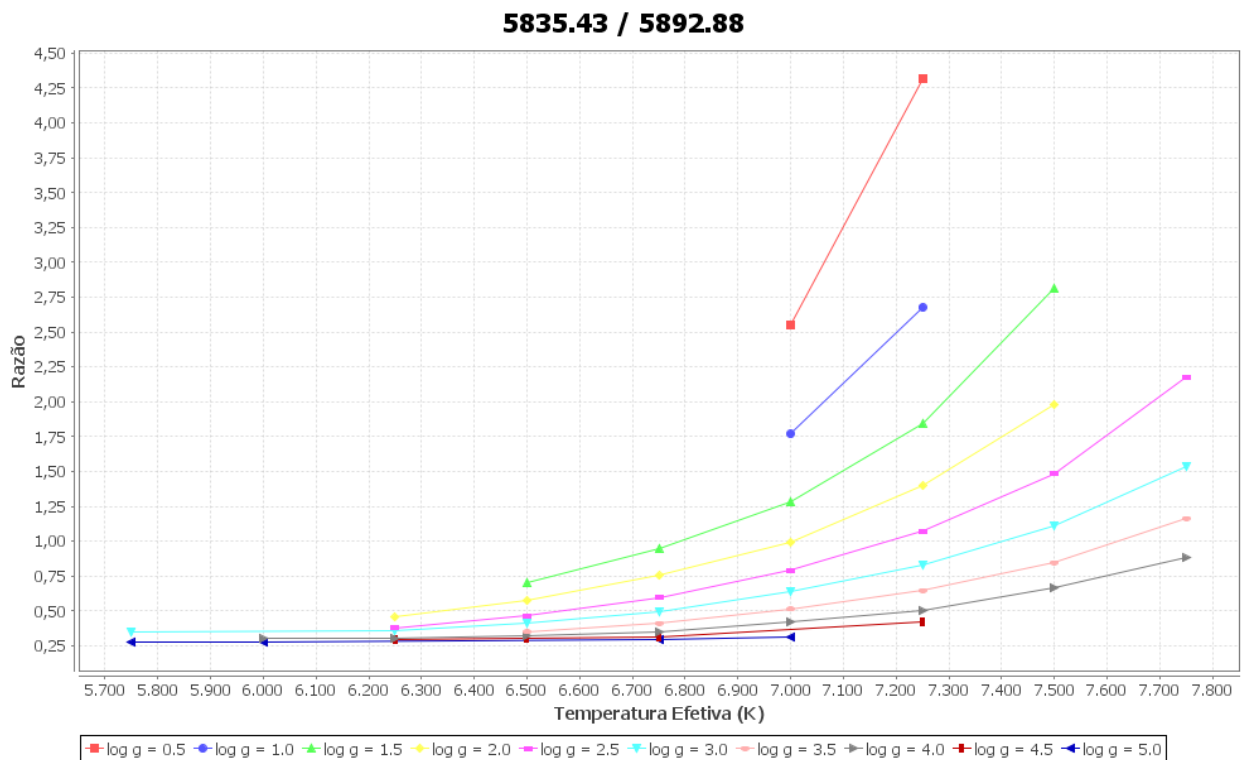


Figura 5.22: Razão composta pelas linhas FeI (5835,43 Å) e NiI (5892,88 Å), que possuem um alto ($\chi = 5,06$ eV) e um baixo ($\chi = 1,99$ eV) potencial de excitação, respectivamente. Podemos observar que, para alguns valores de gravidade, como 0.5 e 1.0, foram obtidas poucas medidas de largura equivalente. Estes pontos foram considerados apenas para verificarmos o comportamento da razão para estes valores de log g.

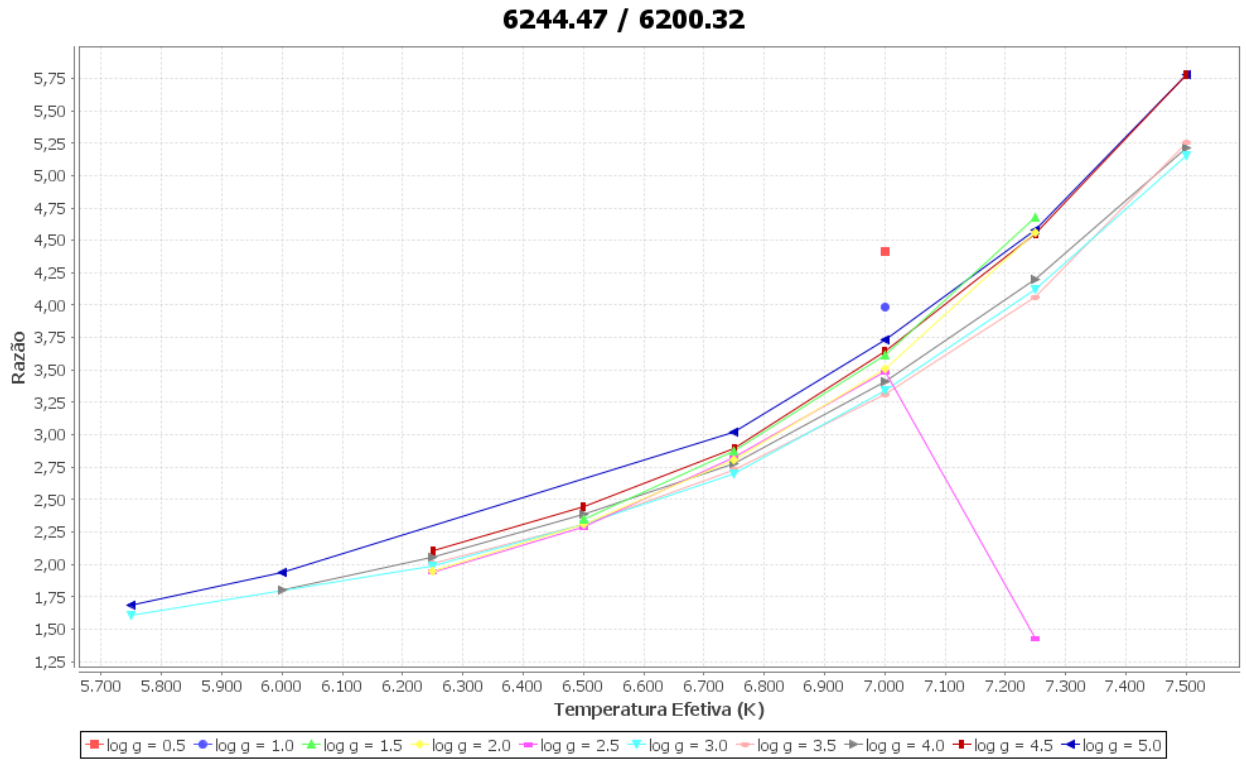


Figura 5.23: Razão composta pelas linhas SiI (6244,47 Å) e FeI (6200,32 Å), que possuem um alto ($\chi = 5,61$ eV) e um baixo ($\chi = 2,61$ eV) potencial de excitação, respectivamente.

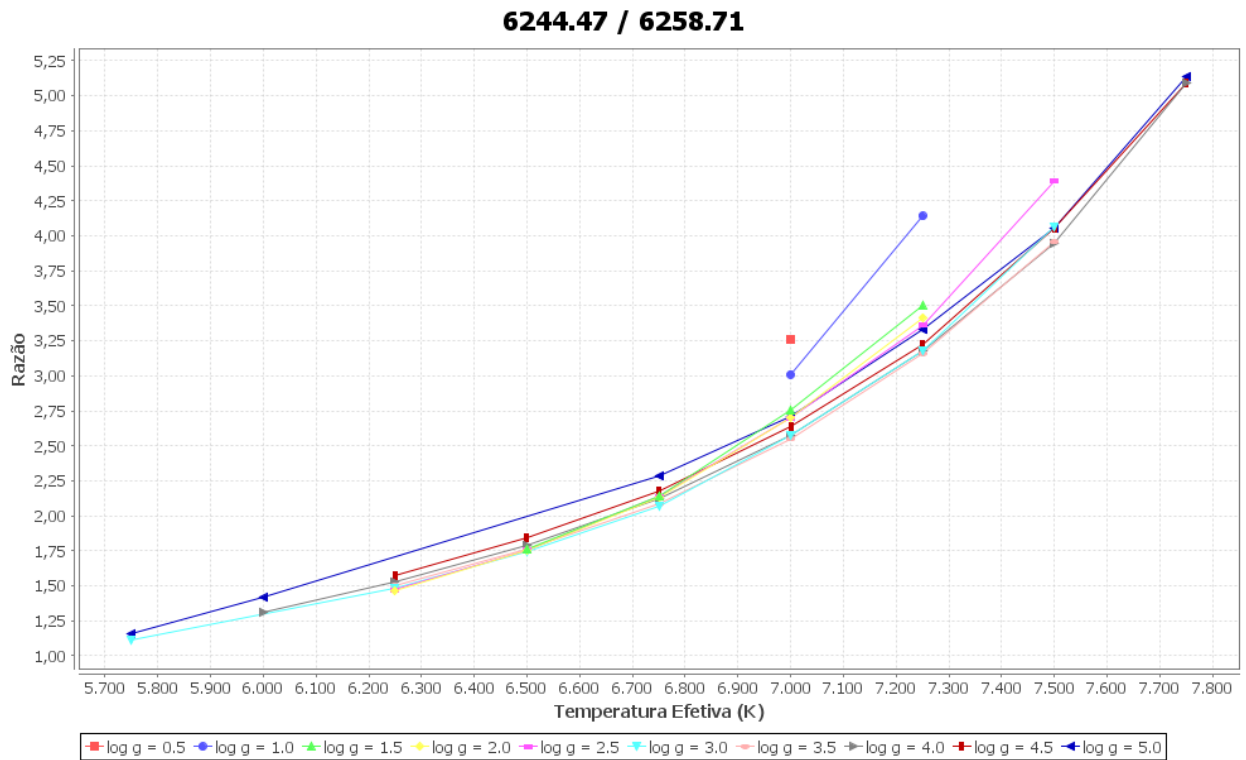


Figura 5.24: Razão composta pelas linhas SiI (6244,47 Å) e TiI (6258,71 Å), que possuem um alto ($\chi = 5,61$ eV) e um baixo ($\chi = 1,46$ eV) potencial de excitação, respectivamente.

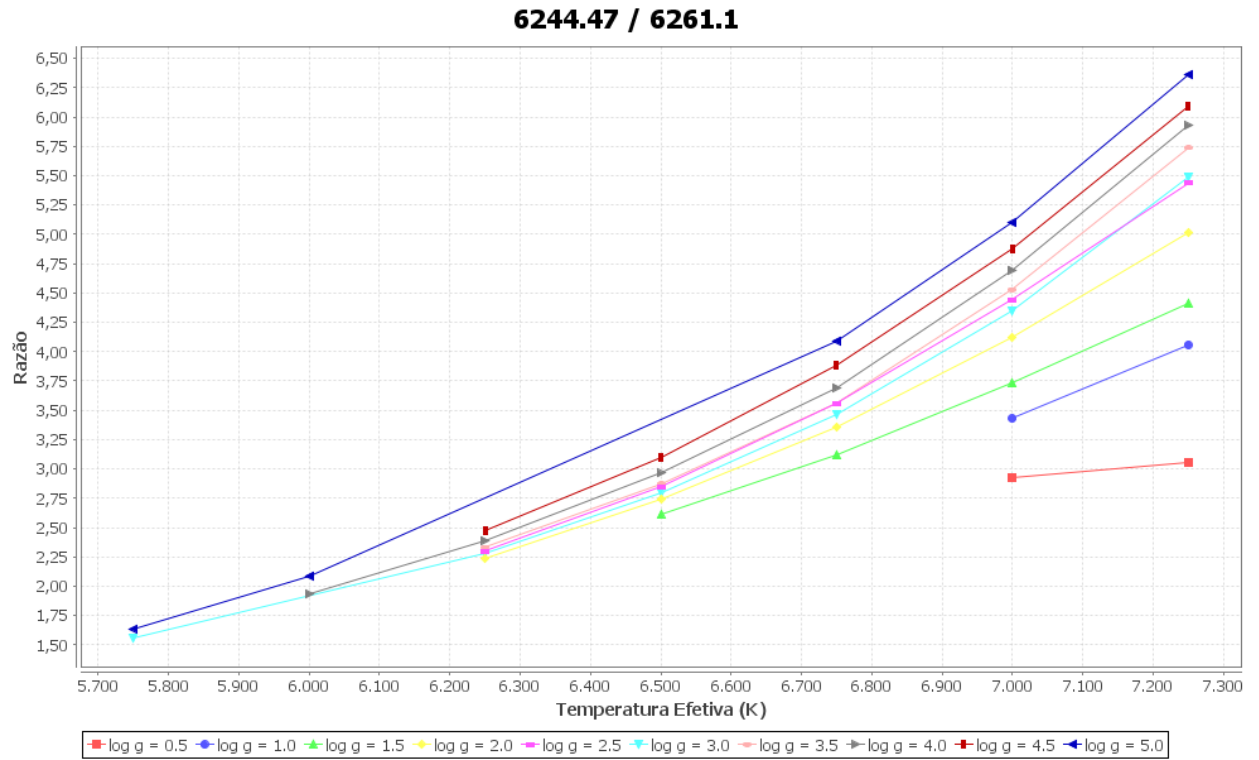


Figura 5.25: Razão composta pelas linhas SiII (6244,47 Å) e TiI (6261,1 Å), que possuem um alto ($\chi = 5,61$ eV) e um baixo ($\chi = 1,43$ eV) potencial de excitação, respectivamente.

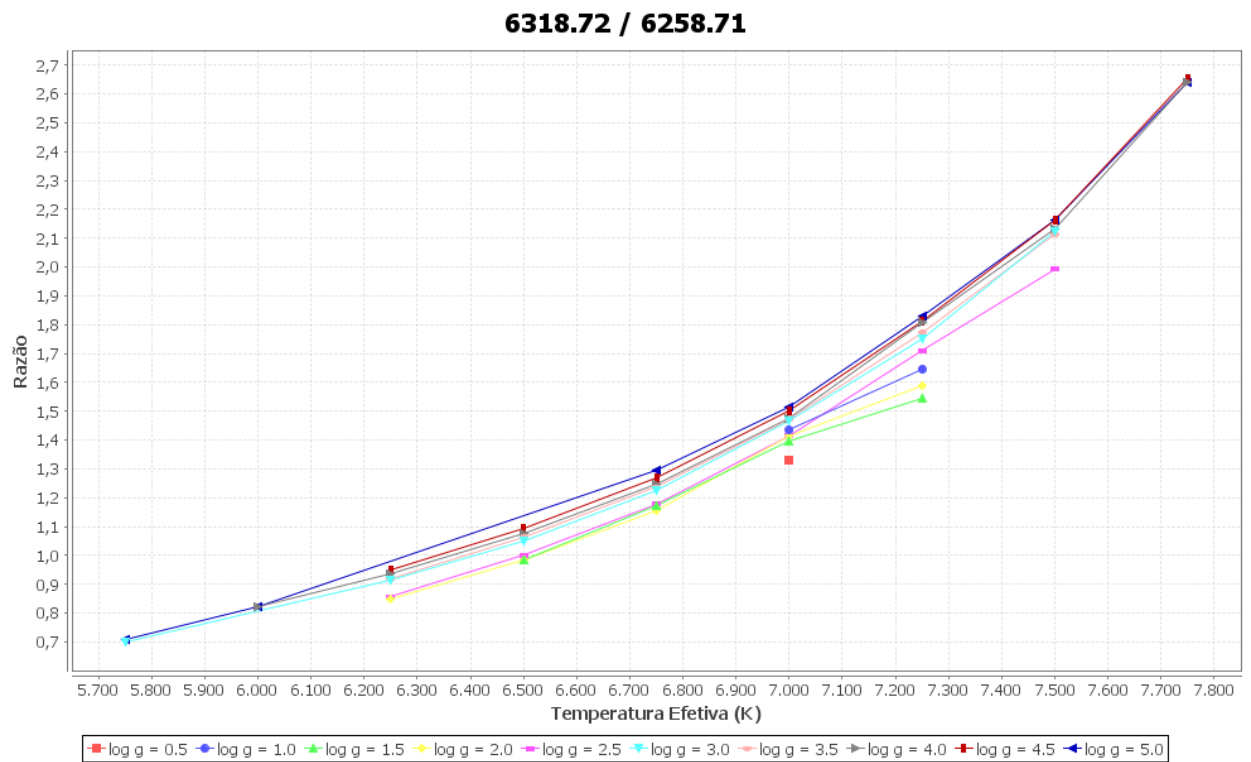


Figura 5.26: Razão composta pelas linhas MgI (6318,72 Å) e TiI (6258,71 Å), que possuem um alto ($\chi = 5,11$ eV) e um baixo ($\chi = 1,46$ eV) potencial de excitação, respectivamente.

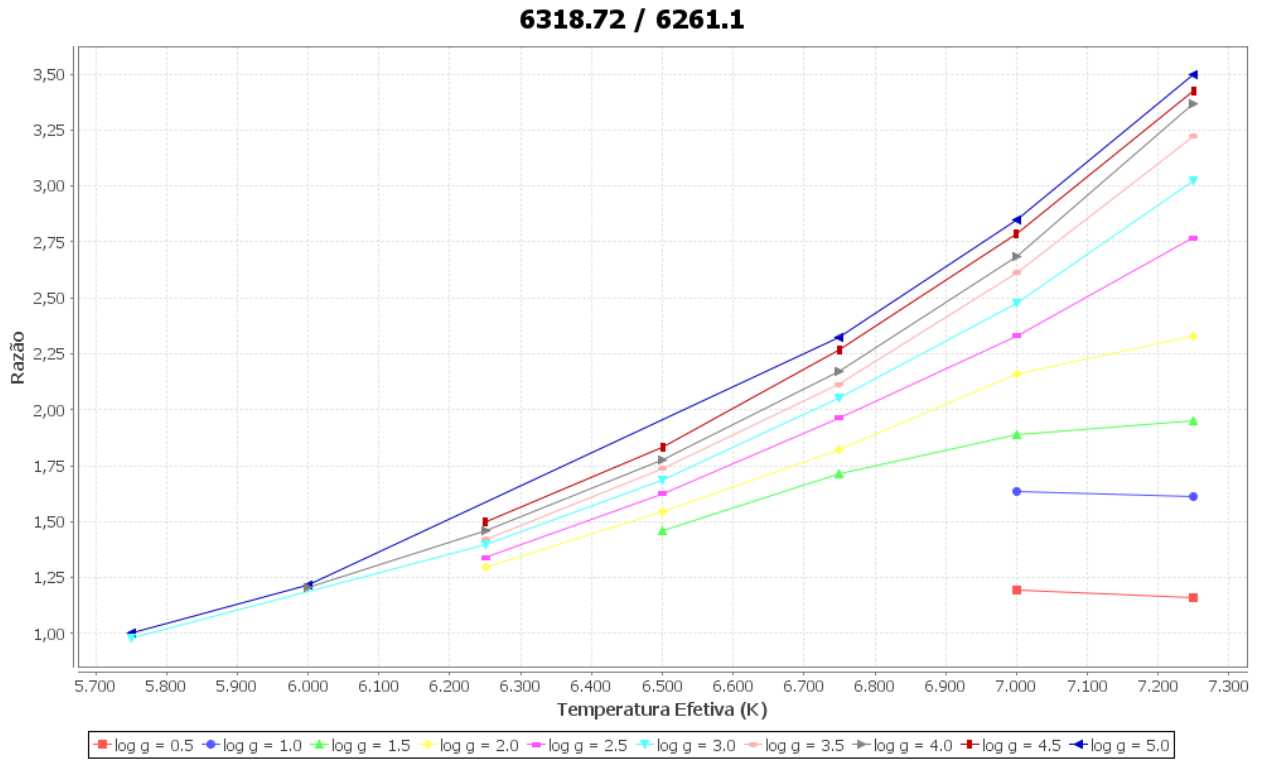


Figura 5.27: Razão composta pelas linhas MgI (6318,72 Å) e TiI (6261,1 Å), que possuem um alto ($\chi = 5,11$ eV) e um baixo ($\chi = 1,43$ eV) potencial de excitação, respectivamente.

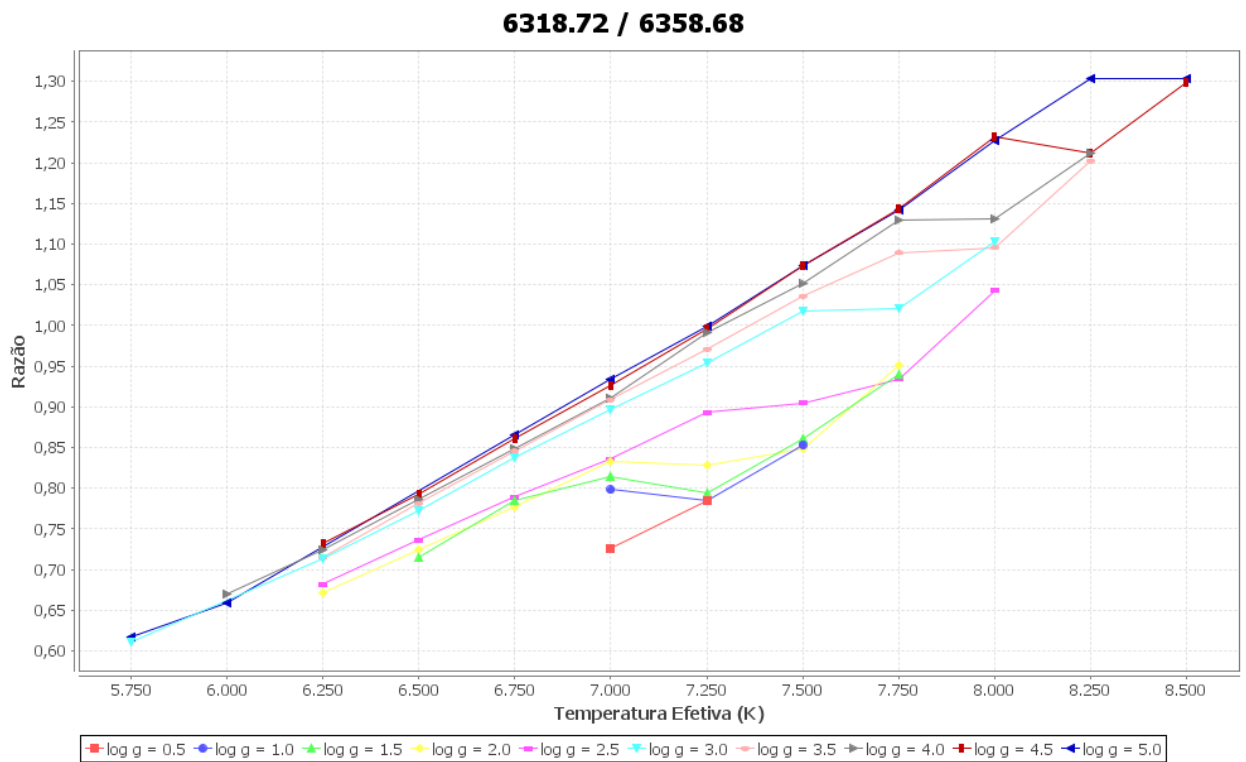


Figura 5.28: Razão composta pelas linhas MgI (6318,72 Å) e FeI (6358,68 Å), que possuem um alto ($\chi = 5,11$ eV) e um baixo ($\chi = 0,86$ eV) potencial de excitação, respectivamente.

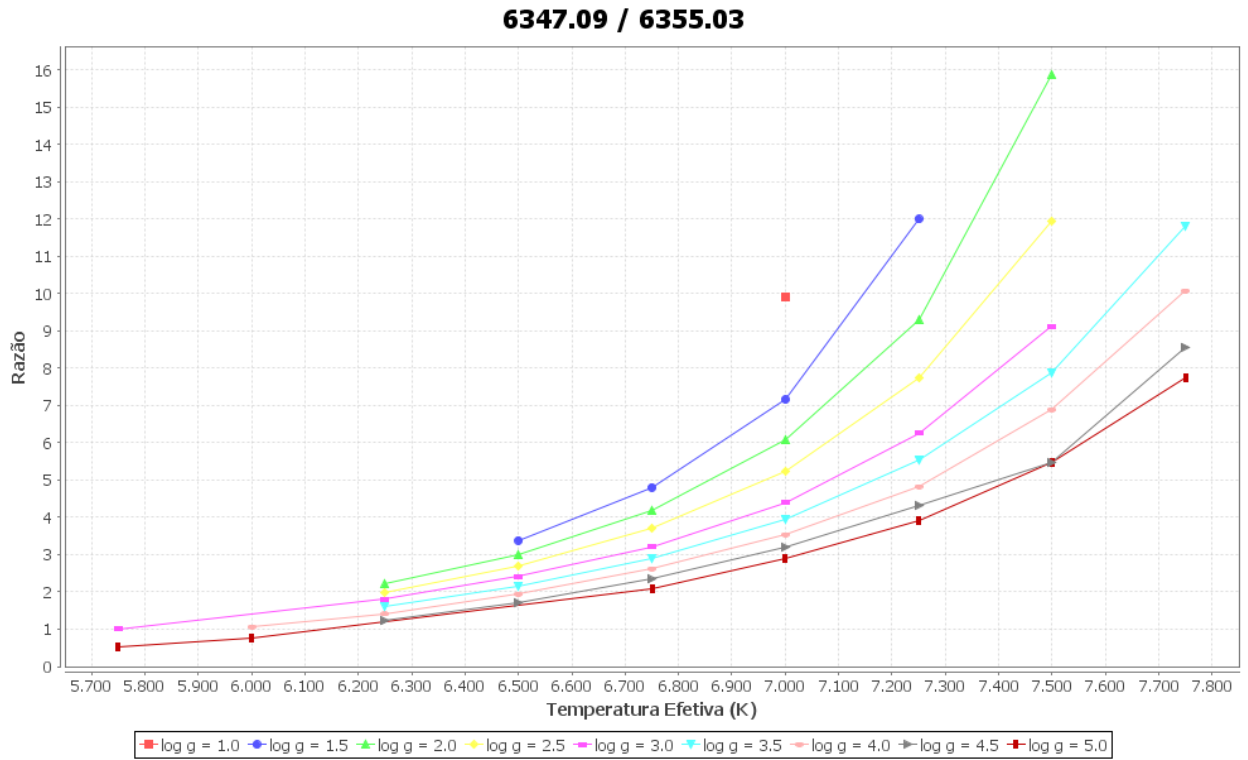


Figura 5.29: Razão composta pelas linhas SiII (6347,09 Å) e FeI (6355,03 Å), que possuem um alto ($\chi = 8,12$ eV) e um baixo ($\chi = 2,84$ eV) potencial de excitação, respectivamente.

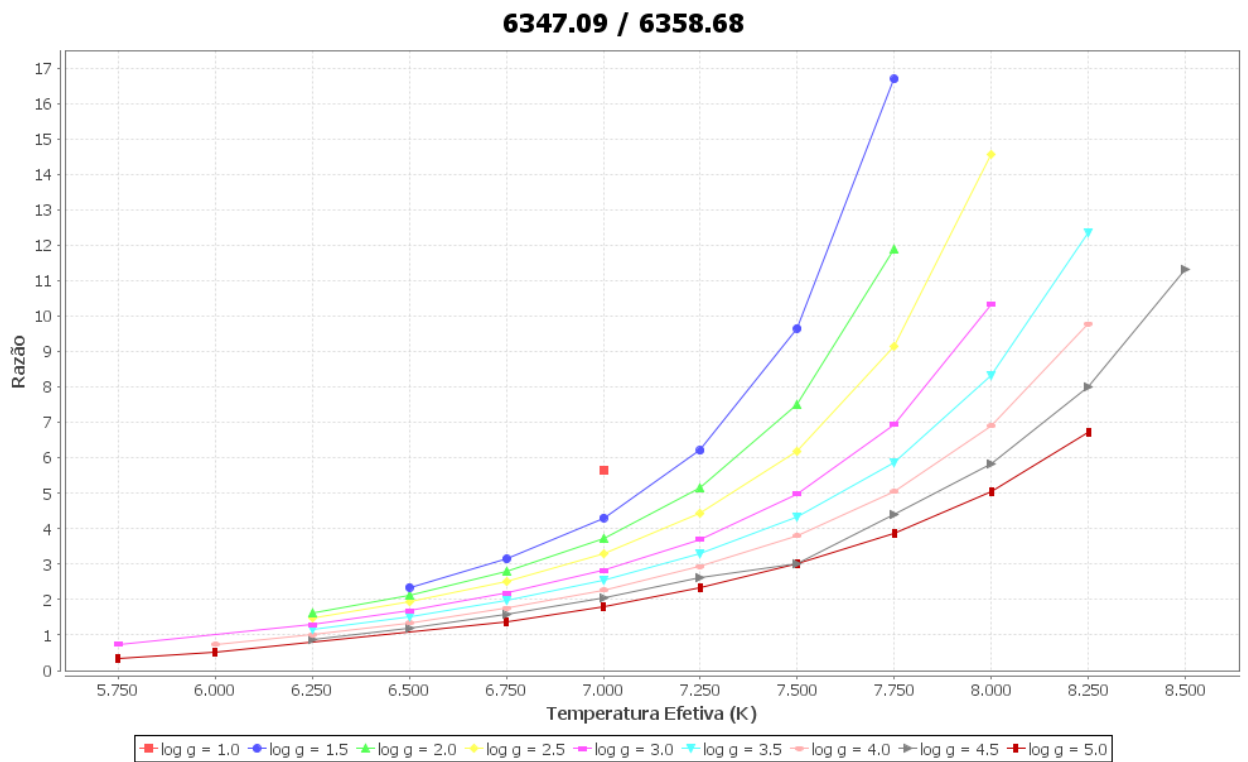


Figura 5.30: Razão composta pelas linhas SiII (6347,09 Å) e FeI (6358,68 Å), que possuem um alto ($\chi = 8,12$ eV) e um baixo ($\chi = 0,86$ eV) potencial de excitação, respectivamente.

Os gráficos que apresentam menos dispersão, ou seja, menor distinção de acordo com o parâmetro gravidade são as razões mais eficazes na determinação da temperatura efetiva, pois não é necessário conhecer, de imediato, a gravidade da estrela. Assim a determinação da temperatura efetiva é acertada diretamente. Indicamos como as melhores razões para este caso os pares: 6244,47 / 6200,32; 6244,47 / 6258,71 e 6318,72 / 6258,71.

Paralelamente, encontramos resultados satisfatórios para a determinação do parâmetro temperatura, havendo uma evidente separação por valores de gravidade. São os gráficos das razões: 4284,2 / 4290,9; 4284,2 / 4352,8; 4554,99 / 4512,74; 4554,99 / 4571,1; 4588,2 / 4512,74; 4588,2 / 4646,16; 4588,2 / 4656,47; 4592,05 / 4646,16; 4592,05 / 4656,47; 5237,32 / 5225,53; 5237,32 / 5296,7; 5237,32 / 5300,7; 5272,4 / 5225,53; 5272,4 / 5296,7; 5339,9 / 5300,7; 5339,9 / 5405,7; 5339,9 / 5409,7; 5633,95 / 5703,58; 5835,43 / 5892,88; 6244,47 / 6261,1; 6318,72 / 6261,1; 6347,09 / 6355,03 e 6347,09 / 6358,68.

Ao observar os gráficos, notamos que os dados compreendem o intervalo de temperatura efetiva (ou tipo espectral) entre 5750 K a 9000 K, aproximadamente. Estrelas frias, com temperaturas menores que 5000 K, possuem muitas linhas espectrais ocasionando de forma mais intensa o efeito de mistura de linhas. O código ARES não consegue diferenciar tais linhas e o cálculo da largura equivalente é prejudicado. Já para estrelas mais quentes que 9000 K, as linhas metálicas utilizadas como bons termômetros no método apresentado neste trabalho não aparecem mais nos espectros ou tornam-se excessivamente fracas para serem utilizadas. Portanto, para estrelas muito frias e com temperaturas acima de 10000 K, este método, em primeira análise, torna-se ineficiente. Na próxima seção é discutida esta questão. No entanto, dos 536 gráficos das razões obtidos a partir das 2036 linhas metálicas selecionadas segundo os critérios da seção 4.4.2, alguns resultados promissores, que ainda devem ser estudados com maior critério e precisão em um trabalho posterior, para uma coleta precisa dos valores de largura equivalente dessas linhas, nos indicam a possibilidade de utilização do método para determinar a temperatura efetiva de estrelas mais quentes, evidenciados nos gráficos a seguir, através das figuras 5.31 e 5.32.

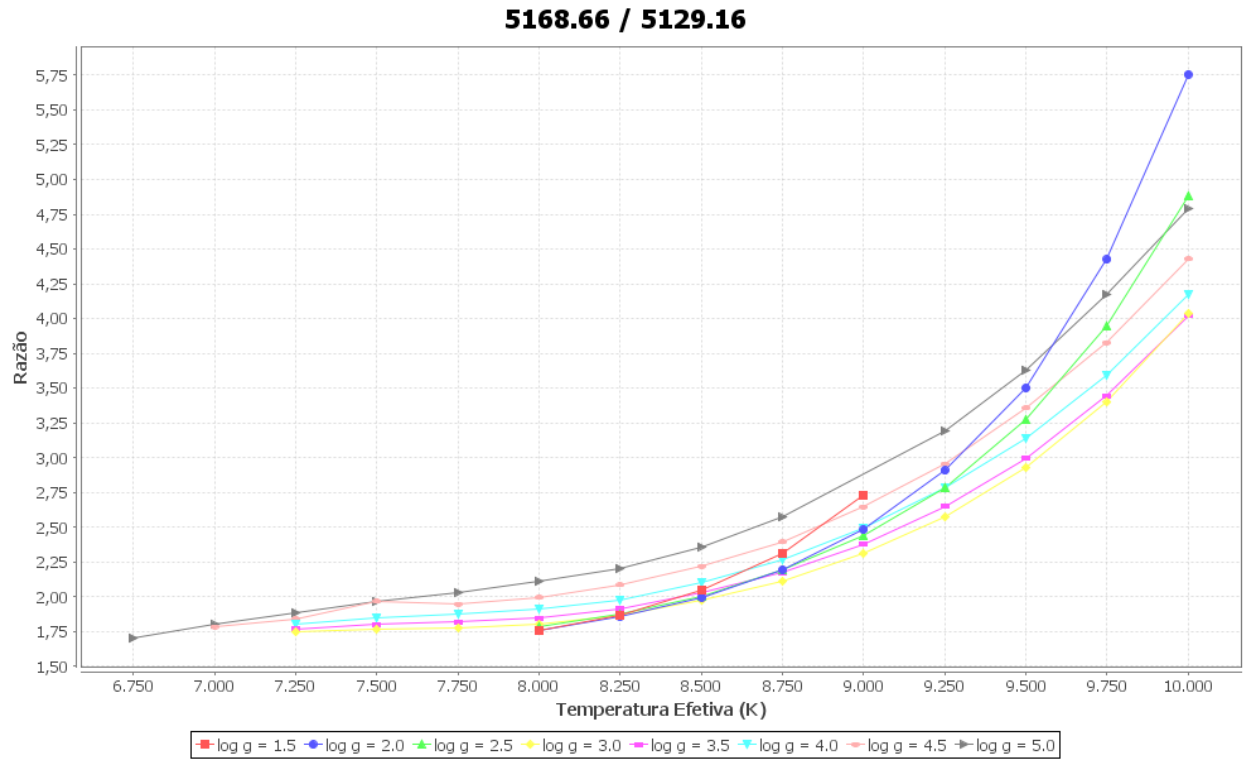


Figura 5.31: Razão composta pelas linhas FeII (5168,66 Å) e TiII (5129,16 Å), que possuem um alto ($\chi = 5$ eV) e um baixo ($\chi = 1,89$ eV) potencial de excitação, respectivamente.

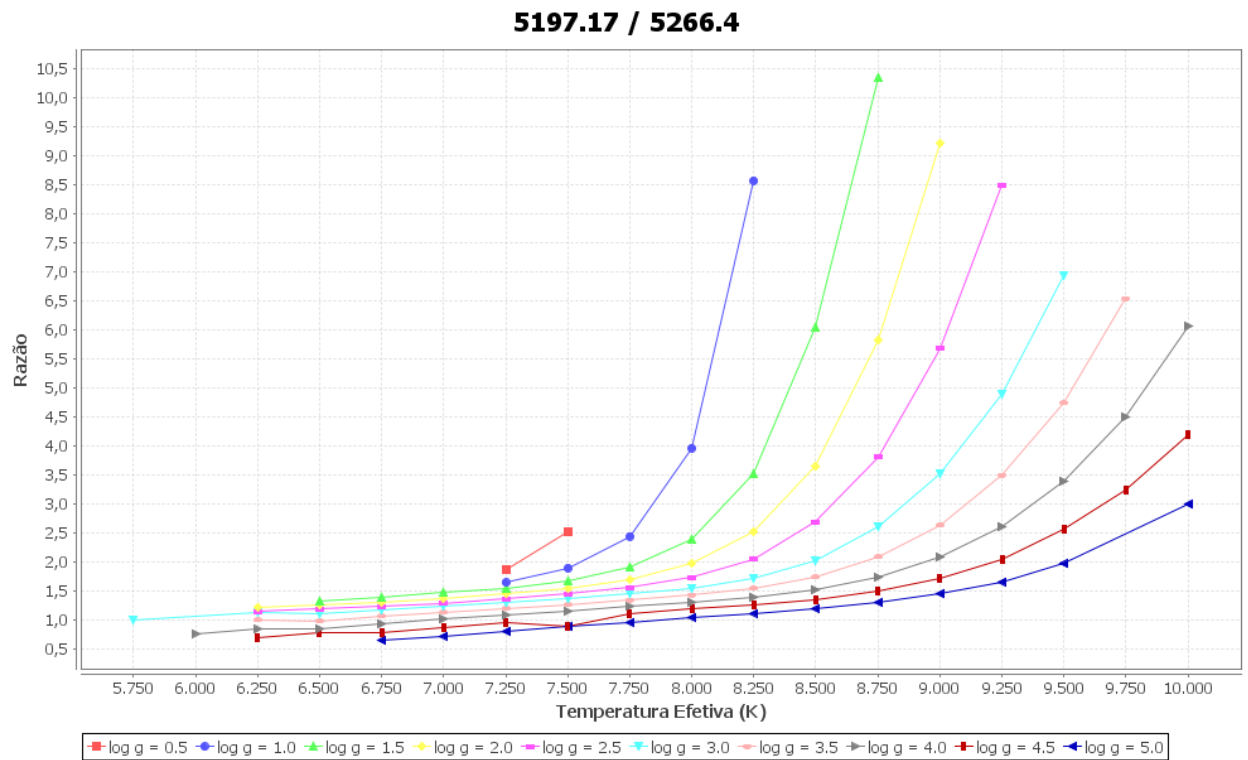


Figura 5.32: Razão composta pelas linhas NiI (5197,17 Å) e TiI (5266,4 Å), que possuem um alto ($\chi = 3,9$ eV) e um baixo ($\chi = 0,83$ eV) potencial de excitação, respectivamente.

Os pontos não alinhados dos gráficos ilustrados pelas figuras 5.4 a 5.32 são devidos à medições de largura equivalente realizadas pelo código ARES. O resultado pode ser melhorado através de medidas manuais com o IRAF ou um ajuste mais apurado dos parâmetros de entrada para o cálculo automático das larguras equivalentes.

5.2 Linhas de Absorção e os Diferentes Tipos Espectrais

A linha de absorção é uma fração de luz removida do espectro. Elas apresentam diferenças de acordo com as condições físicas na atmosfera estelar. Estrelas frias, de tipo espectral K, por exemplo, apresentam consideravelmente mais linhas de absorção em seu espectro do que as estrelas mais quentes, como o tipo espectral G. Esta situação é apresentada na figura 5.33.

Ao mesmo passo, podemos notar nos espectros estelares que as linhas de absorção são drasticamente mais intensas para menores comprimentos de onda, como ilustrado na figura 5.34, onde citamos como exemplo o espectro do Sol e de Arcturus. Para estrelas mais frias e estrelas ricas em metais, estas linhas sofrem o efeito de mistura, sendo evidentemente impossível o cálculo de medidas nesta faixa de comprimento de onda.

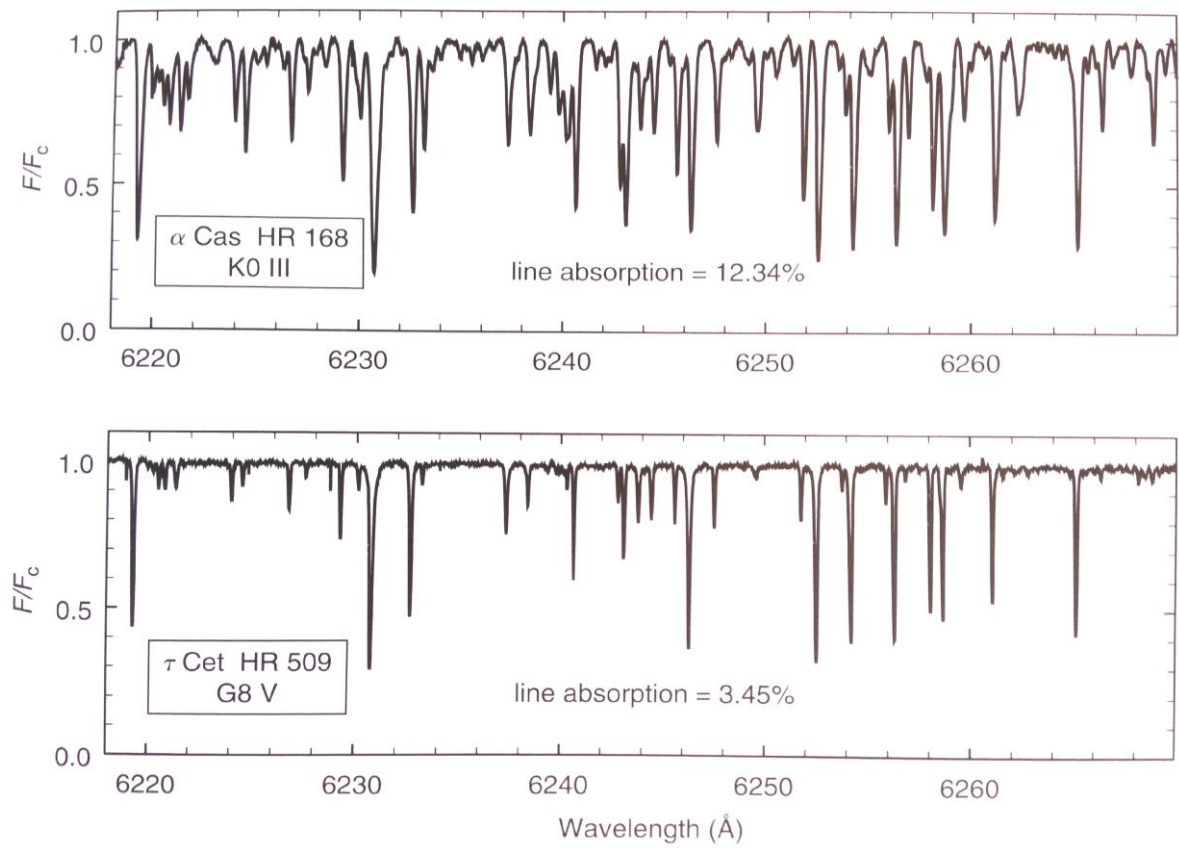


Figura 5.33: Estrelas frias, de tipo espectral K, apresentam consideravelmente mais linhas de absorção, na região considerada na figura, do que estrelas mais quentes, como aquelas com o tipo espectral G.
Fonte: GRAY (2005, p. 219)

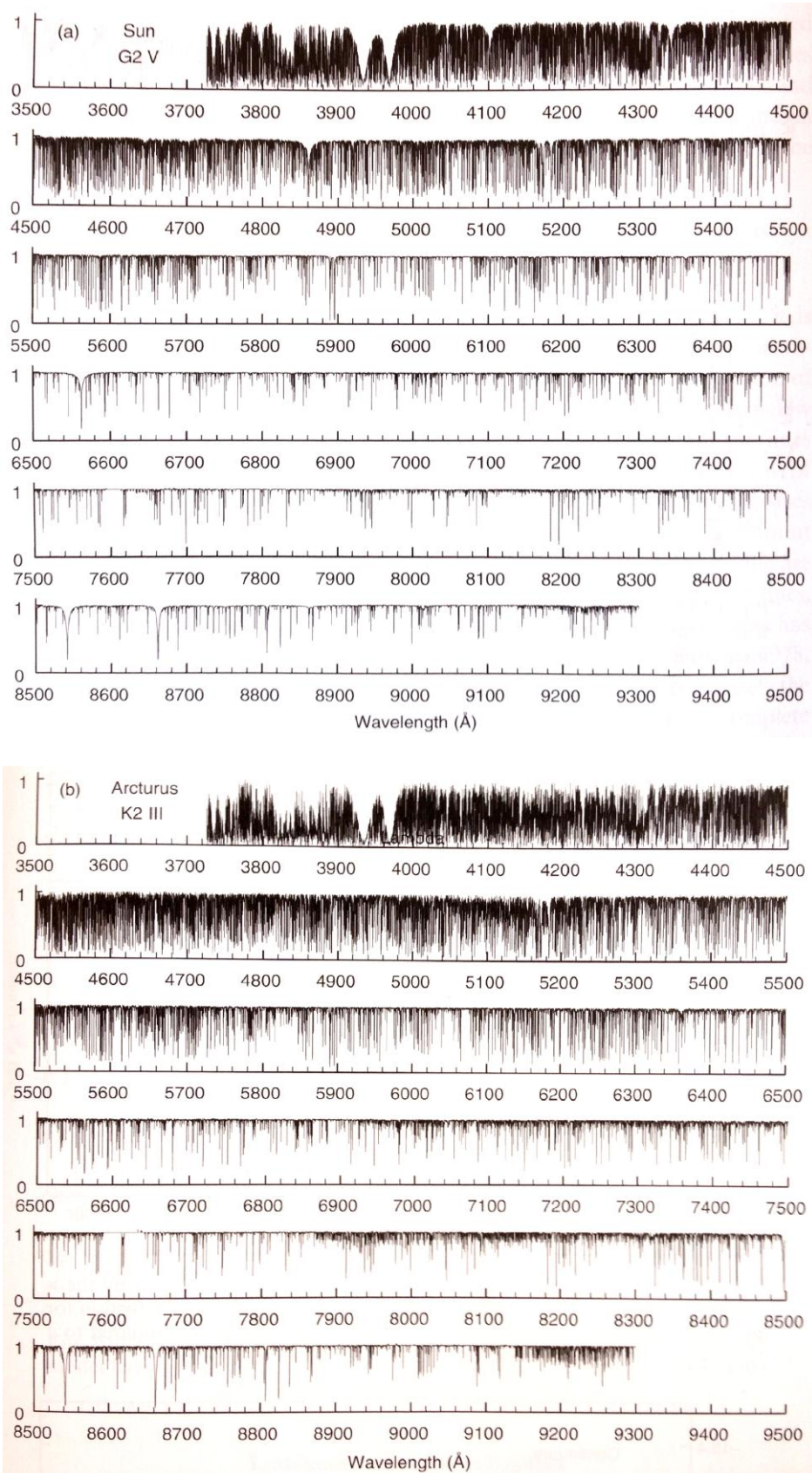


Figura 5.34: A distribuição em comprimento de onda das linhas dos espectros do Sol e de Arcturus é mostrado nesta figura. Podemos notar que medidas de linhas nos comprimentos de onda mais curtos devem ser realizadas com cuidado maior para manter seu valor verdadeiro.

Fonte: GRAY (2005, p. 220 e 221)

Para a região espectral óptica, os 476 espectros sintetizados neste trabalho apresentaram perfis fortemente afetados pela temperatura e pela gravidade da estrela, podemos ver alguns exemplos nos quadros abaixo, figuras 5.35 e 5.36. Observando criteriosamente cada espectro sintético, observa-se que as estrelas mais quentes apresentam relativamente poucas linhas de absorção. Ao passo que as estrelas mais frias apresentam muitas linhas, incluindo linhas fracas que se misturam e não são vistas individualmente.

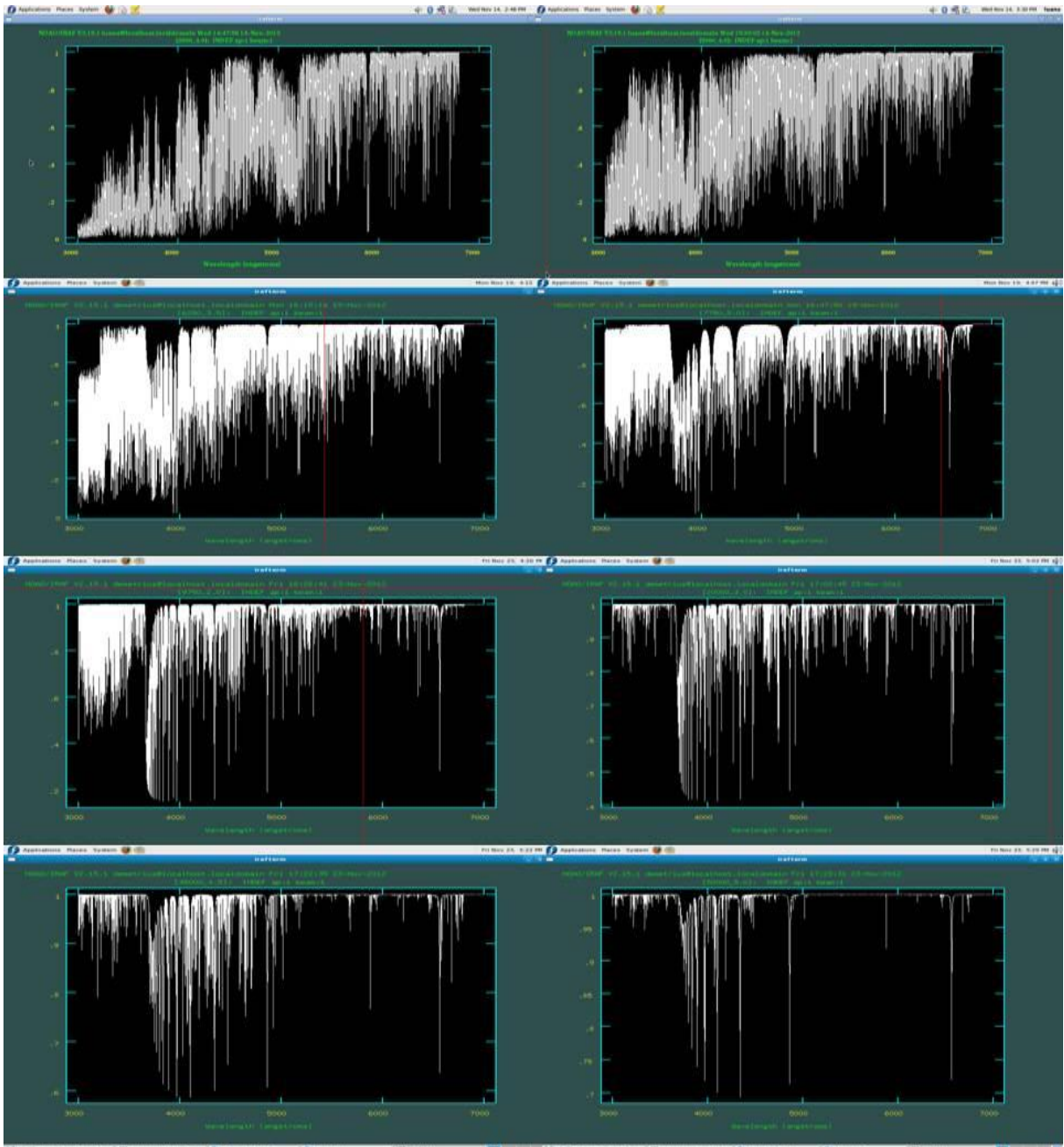


Figura 5.35: A figura representa uma ilustração comparando as intensidades das linhas, de cima para baixo e da esquerda para a direita, para oito espectros sintéticos de diferentes temperaturas e gravidades. São eles, sequencialmente: $T_{\text{ef}} = 3500 \text{ K}$ e $\log g = 4.0$, $T_{\text{ef}} = 5000 \text{ K}$ e $\log g = 4.5$, $T_{\text{ef}} = 6250 \text{ K}$ e $\log g = 3.5$, $T_{\text{ef}} = 7750 \text{ K}$ e $\log g = 5.0$, $T_{\text{ef}} = 9750 \text{ K}$ e $\log g = 2.0$, $T_{\text{ef}} = 20000 \text{ K}$ e $\log g = 3.0$, $T_{\text{ef}} = 35000 \text{ K}$ e $\log g = 4.5$ e $T_{\text{ef}} = 50000 \text{ K}$ e $\log g = 5.0$.

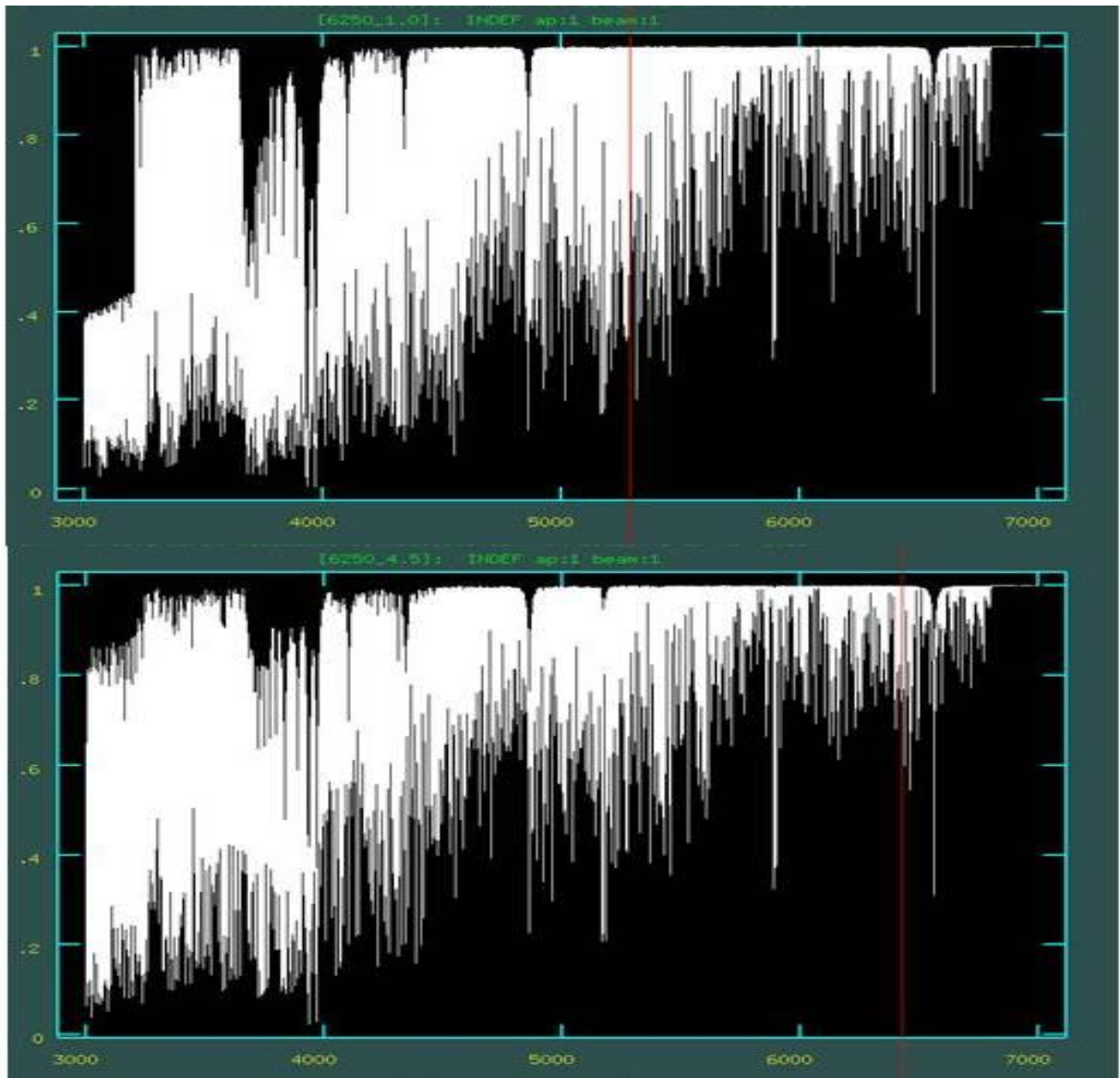


Figura 5.36: A diferença nas intensidades das linhas espectrais devido a diferença na gravidade está representada nesta figura. Os dois espectros possuem a mesma temperatura efetiva, 6250 K, porém gravidades diferentes, $\log g = 1.0$ e $\log g = 4.5$.

Através da observação dos tipos espectrais apresentados pelos espectros sintéticos de acordo com a temperatura e com a gravidade, é percebida a restrição para a seleção de linhas de absorção metálicas a serem aplicadas no método empregado no presente trabalho. Espectros de estrelas muito frias têm predominância de linhas formadas por moléculas e apresentam misturas de linhas, principalmente para comprimentos de onda menores, tornando praticamente impossível determinar valores de largura equivalente para tais linhas. Já as estrelas mais quentes são pobres em linhas metálicas, havendo predominância de linhas de hidrogênio e hélio. Os tipos espectrais que consolidaram a validade neste estudo pertencem a faixa de temperaturas em torno de 5500 K a 9000 K.

5.3 Comparação das Larguras Equivalentes Medidas pelo IRAF e ARES

Para testar a confiança das medidas de largura equivalente obtidas automaticamente pelo programa ARES neste trabalho, foram realizadas medidas “manualmente” usando a rotina *splot* do IRAF. O teste foi executado utilizando linhas de absorção de um espectro sintético criado com parâmetros atmosféricos de $T_{\text{ef}} = 6500\text{K}$ e $\log g = 4.5$, escolhidas em intervalos de aproximadamente 60 \AA na região $[4006 \text{ \AA} - 6790 \text{ \AA}]$ para que praticamente toda faixa de comprimento de onda fosse verificada, totalizando 44 linhas.

Temos na figura 5.37 o resultado do teste na qual ilustra a comparação entre as medidas de larguras equivalentes medidas pelo código ARES (eixo x) e as medidas feitas “a mão” utilizando o IRAF (eixo y).

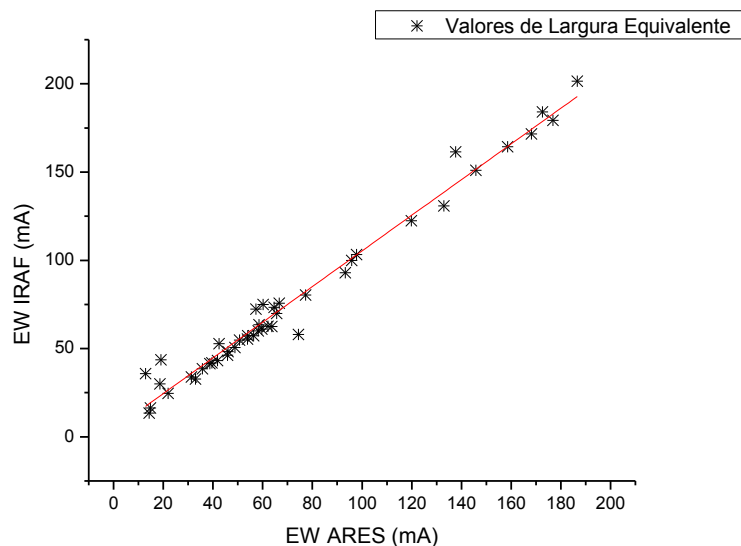


Figura 5.37: Valores comparativos de EW de linhas de absorção do espectro sintético com $T_{\text{ef}} = 6500 \text{ K}$ e $\log g = 4.5$ calculados pelo ARES - automaticamente (eixo x), e pelo IRAF - "manualmente" (eixo y).

O ajuste linear é apresentado no gráfico, demonstrando a inclinação dos pontos. Pode-se ver que os pontos estão próximos da linha de identidade (linha vermelha), demonstrando a confiança exercida no cálculo das larguras equivalentes pelo código ARES. Nesta comparação, alguns pontos podem parecer estar a uma distância significativa a partir da linha de identidade. Estes deslocamentos podem ser justificados pela determinação manual da gaussiana para a estimativa do contínuo no cálculo da largura equivalente pelo IRAF, onde o ajuste é mais difícil e podem aparecer valores fortemente influenciados por linhas misturadas.

Toda a grandeza determinada a partir de medição tem como resultado uma aproximação para seu valor verdadeiro. O valor verdadeiro do mensurado é uma quantidade desconhecida, isto é, mesmo após a medição, o valor verdadeiro do mensurando só pode ser conhecido aproximadamente, devido a erros de medição, como justificados no parágrafo anterior. Podemos determinar uma estimativa para o desvio padrão das medidas de largura equivalente das linhas espectrais obtidas no procedimento com o IRAF. Primeiramente, devemos considerar as diversas influências que causam a inexatidão dessas medidas, dependendo da região espectral que se encontra a linha a ser calculada, como por exemplo uma região com muitas linhas e onde o efeito de mistura seja mais frequente. Neste caso, como pode ser visto na figura 5.38, o ajuste para o cálculo da largura equivalente pelo IRAF produz um valor da medida não verdadeiro, nos conduzindo a utilizar outros procedimentos mais específicos para melhorar a precisão das medidas.

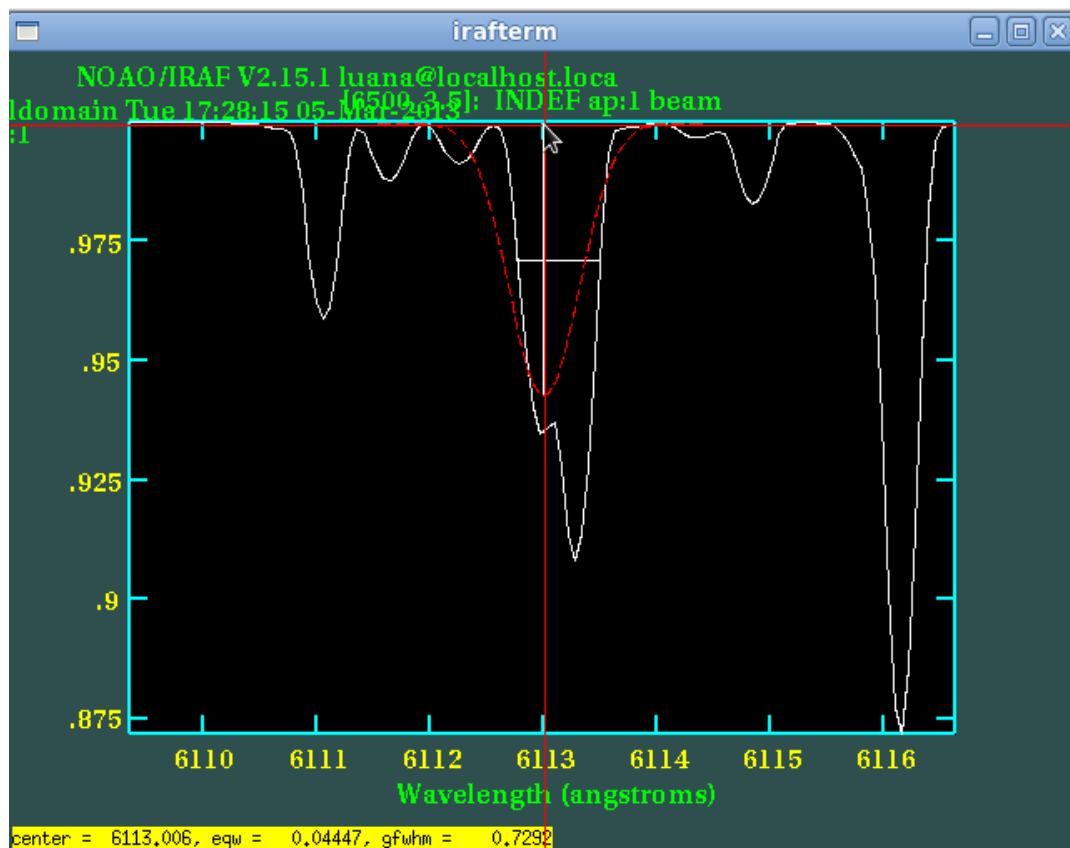


Figura 5.38: Situação causada no ajuste da gaussiana pelo IRAF para a determinação da medida de largura equivalente de uma linha espectral influenciada por outra linha.

Para N medidas de um processo aleatório da variável discreta y , o valor médio é definido como:

$$\bar{y} = \frac{1}{N} \sum_{k=1}^N y_k \quad (5.1)$$

Fazendo uma aproximação para o valor médio verdadeiro μ , o desvio padrão σ pode ser obtido por:

$$\mu \cong \bar{y} \quad (5.2)$$

$$\sigma^2 = \frac{1}{n} \sum_{i=1}^n (y_i - \mu)^2 \quad (5.3)$$

No caso de medidas de largura equivalente de uma linha, considerando a situação em que a linha esteja livre do efeito de mistura, temos na tabela 5.2 cinco medidas obtidas por diferentes usuários do IRAF, da linha Ti I $\lambda 6261,1$, $\chi = 1,43$ eV, realizadas no espectro sintético com parâmetros $T_{\text{ef}} = 6500$ K e $\log g = 3.5$:

Tabela 5.2: Medidas de largura equivalente da linha 6261,1 Å.

y_1	y_2	y_3	y_4	y_5
28,42 mÅ	28,17 mÅ	28,55 mÅ	28,68 mÅ	28,29 mÅ

O valor médio obtido para as medidas acima é $\bar{y} = 28,422$ mÅ e a estimativa para o desvio padrão das medições é $\sigma = 0,202$ mÅ, ou melhor, o resultado final para as medidas é escrito como:

$$\bar{y} = (28,422 \pm 0,202) \text{ mÅ} \quad (5.4)$$

Portanto temos uma estimativa do erro envolvido na medição da largura equivalente pelo IRAF devido o ajuste “manual” da gaussiana para tal procedimento. O desvio encontrado para esta linha espectral não é muito expressivo para os resultados neste caso. Mas devemos levar em consideração as linhas que são afetadas por outras linhas vizinhas, que tornam o procedimento de medida mais impreciso, e erros mais significativos.

As medidas feitas com o ARES eliminariam o erro sistemático, obtido acima, tornando uma poderosa ferramenta para determinação de parâmetros estelares. As medidas de largura equivalente retornadas com o ARES podem ser melhoradas se uma escolha mais cuidadosa de parâmetros de entrada para o cálculo do programa é realizada de acordo com cada tipo do espectro.

5.4 Teste da Nova Grade de Espectros Sintéticos

Citando o trabalho de Padgett (1996), focado no cálculo da temperatura efetiva de 30 estrelas pré-sequência principal de baixa massa, usando relações de linhas de alto e baixo potencial de excitação de espécies metálicas neutras, que tomamos como base para o início deste trabalho no teste do método em espectros sintéticos (Costa, 2009), realizamos o teste da nova grade de espectros sintéticos (de 3500 K a 50000 K) com as razões utilizadas pela Padgett (1996) e Costa (2009).

De início, apresentamos, na figura 5.39, os resultados obtidos pela autora para a calibração da razão VI $\lambda 6199$ / FeI $\lambda 6200$ empregando como padrões estrelas com a temperatura efetiva conhecida por métodos fotométricos:

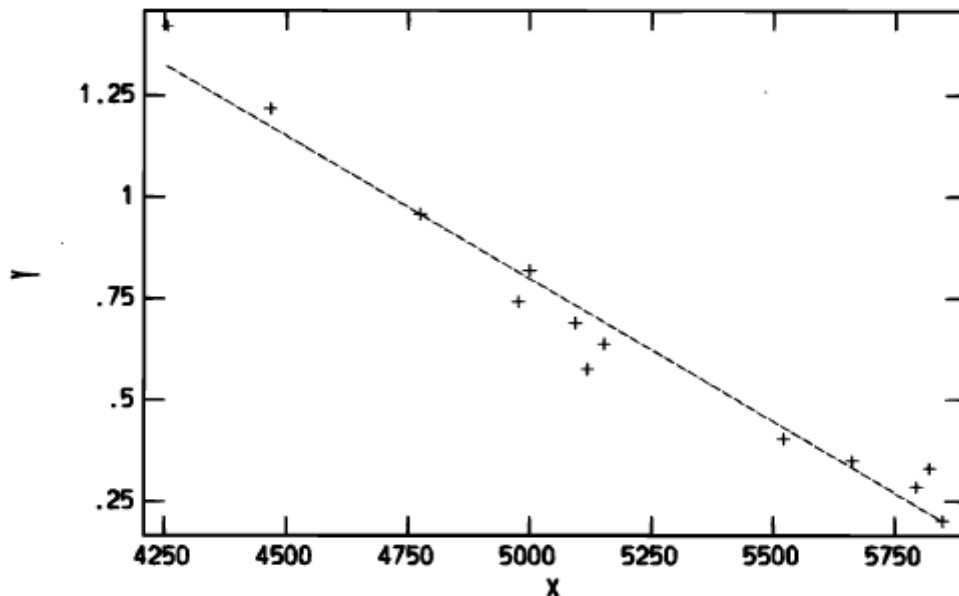


Figura 5.39: Ajuste da regressão linear da razão entre as larguras equivalente de VI $\lambda 6199$ por FeI $\lambda 6200$ versus a temperatura efetiva de espectros padrões. No gráfico, o eixo x representa a temperatura efetiva e o eixo y é a razão de VI $\lambda 6199$ por FeI $\lambda 6200$.

Mais detalhes sobre as estrelas padrões e os ajustes encontrados em Padgett (2006).

Portanto, Padgett (1996) determina a largura equivalente de linhas selecionadas de estrelas com a temperatura efetiva já conhecida e encontra uma calibração, fazendo um ajuste dos pontos obtidos pelas estrelas padrões, para cada razão utilizada. Observando que as razões utilizadas pela autora foram espelhadas em outros trabalhos que utilizam a técnica. Maiores detalhes podem ser obtidos em Padgett (1996).

Tomamos quatro razões utilizadas pela autora para observarmos como se comportaria a nova grade de espectros sintéticos, calculadas nesta dissertação. São elas: V I 6199 por Fe I 6200, Fe I 6200 por V I 6216, V I 6119 por Fe I 6200 e V I 6119 por Fe I 6219. O cálculo das larguras equivalentes das linhas relacionadas foi obtido com o ARES para toda a grade sintetizada. Utilizamos as calibrações determinadas por Padgett (1996), figura 5.40, para estas quatro razões para compararmos os resultados graficamente: Calibração Padgett *versus* Espectros Sintéticos.

Line Ratio	Number of Standards	Slope ($\times 10^{-4}$)	y-intercept	χ^2
V I λ 6199/Fe I λ 6200.....	14	-8.3 ± 0.5	4.9 ± 0.3	0.11
Fe I λ 6200/V I λ 6216.....	13	9.1 ± 0.6	-3.4 ± 0.3	0.14
V I λ 6119/Fe I λ 6200.....	13	-7.0 ± 0.4	4.3 ± 0.2	0.06
V I λ 6119/Fe I λ 6219.....	13	-4.8 ± 0.2	3.0 ± 0.1	0.02

Figura 5.40: Parâmetros do ajuste linear das quatro razões empregadas por Padgett (1996).

As medidas de largura equivalente e as temperaturas dos respectivos espectros sintéticos foram sobrepostos aos gráficos das quatro razões calibradas por Padgett (1996), conforme figuras 5.41, 5.42, 5.43 e 5.44.

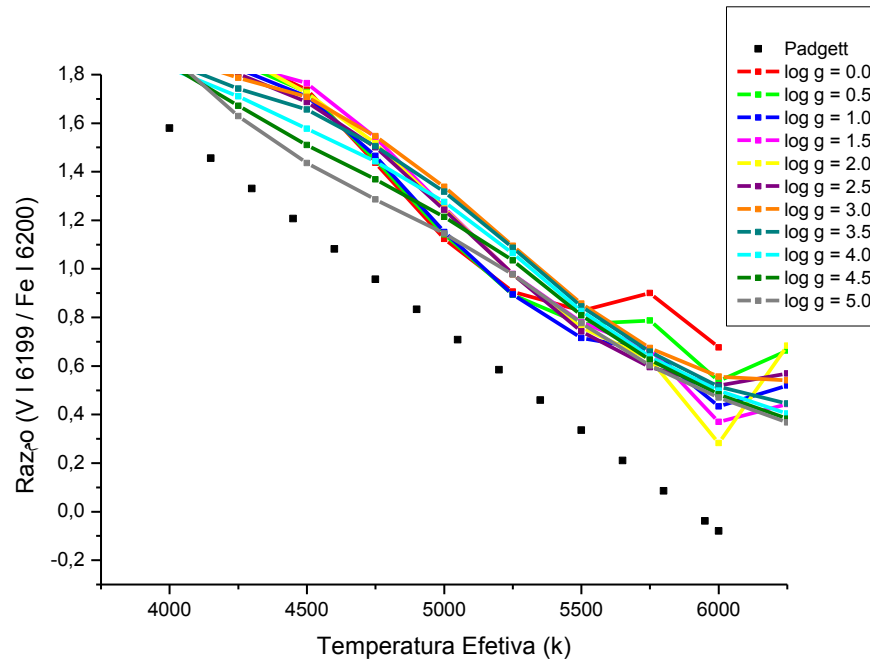


Figura 5.41: Comparação entre os gráficos do trabalho de Padgett (1996) e dos espectros sintéticos.

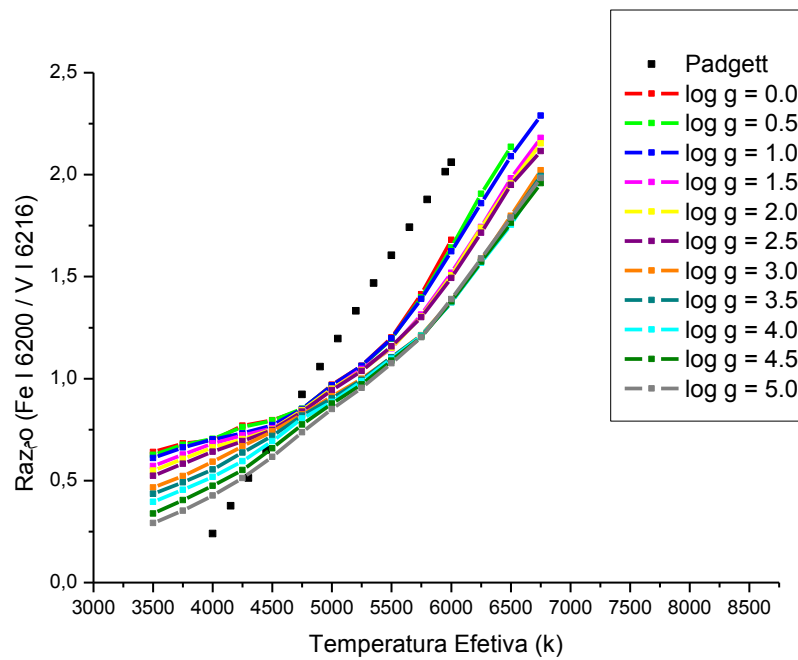


Figura 5.42: Comparação entre os gráficos do trabalho de Padgett (1996) e dos espectros sintéticos.

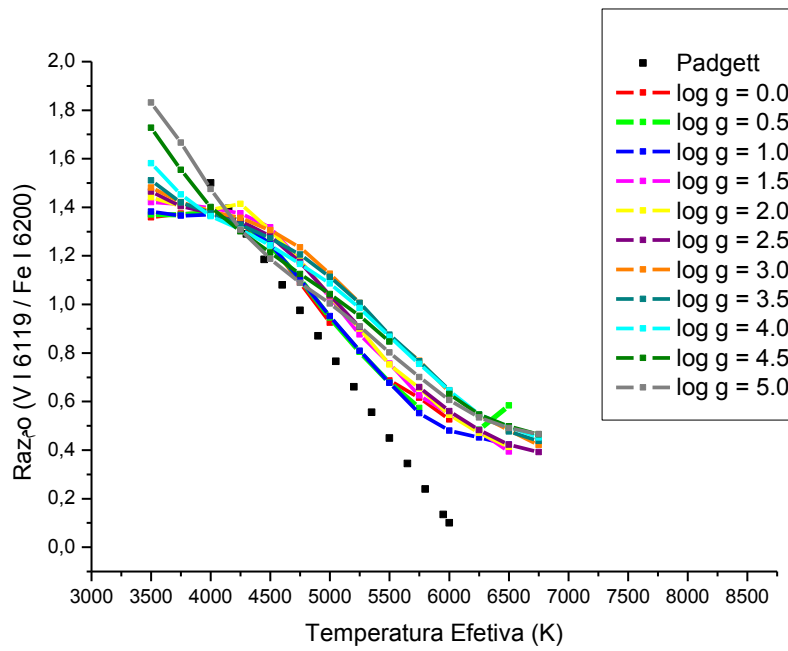


Figura 5.43: Comparação entre os gráficos do trabalho de Padgett (1996) e dos espectros sintéticos.

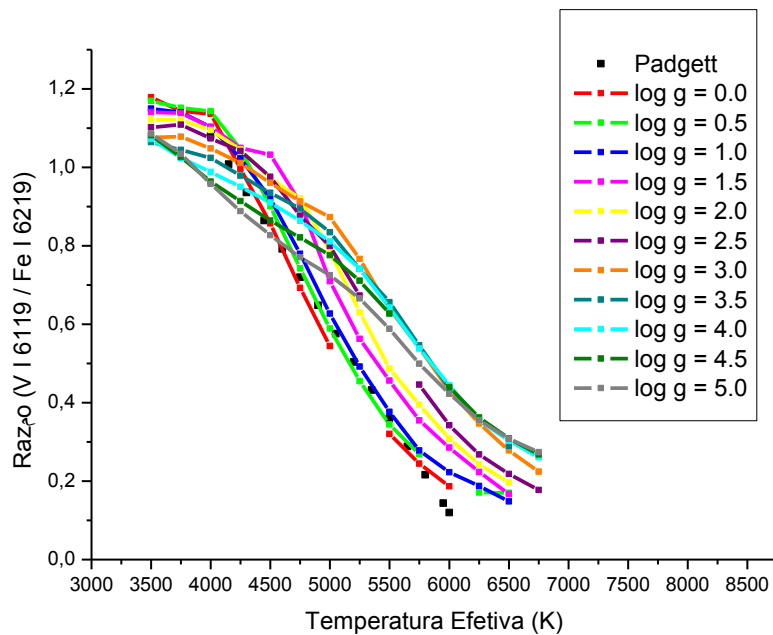


Figura 5.44: Comparação entre os gráficos do trabalho de Padgett (1996) e dos espectros sintéticos.

As curvas apresentadas para os parâmetros calculados a partir dos espectros sintéticos (pontos coloridos) foram similares ao trabalho de Padgett, pois o resultado obtido pela autora é um ajuste linear e não as verdadeiras medidas (talvez os dados apresentados por ela não

tenham sido suficientes para demonstrar o comportamento real para cada razão entre larguras equivalentes). No entanto, acreditamos também que os desvios sejam relativos aos modelos de atmosfera utilizados. Mas não temos certeza e um estudo aprofundado deve ser feito. Há também a fonte de erro aleatória causada pela medição da largura equivalente de cada linha, pois a obtenção destes valores foi determinada de maneiras diferentes em ambos os trabalhos. Por fim, a comparação dos dados dos trabalhos demonstrou um resultado positivo, mais uma vez demonstrando a eficácia do método em espectros sintéticos. Além disso, algumas propriedades das estrelas padrões, como metalicidade, rotação, manchas, convecção, etc., também podem ser responsáveis pela dispersão encontrada nos resultados.

5.5 Razões de Linhas Calibradas com a Temperatura - Tabelas

Como mencionado anteriormente, a maior parte dos trabalhos que utilizam o método discutido nesta dissertação é baseada em pares de linhas no domínio espectral em torno de 6200 Å. Além das linhas já conhecidas na literatura que compõem uma lista de indicadores à temperatura efetiva de estrelas, estudamos e determinamos neste trabalho vinte e sete novas linhas que cobrem a faixa espectral de 4200 Å a 6400 Å, ampliando a utilização de linhas ao longo do espectro eletromagnético da estrela.

Na tabela 5.3 estão listados os parâmetros dos novos pares de linhas pesquisados para serem empregados como um método rápido de determinação de temperatura estelar. Para cada razão, o comprimento de onda, o elemento químico, o potencial de excitação e o $\log gf$ (parâmetro atômico para transições individuais) relativos a cada linha do par, compõem os parâmetros listados na tabela. A faixa de temperatura em que cada razão é apropriada e sua sensibilidade em determinar o parâmetro $\log g$ também são indicados na tabela. Infelizmente, não conseguimos neste estudo encontrar razões que sejam eficazes para determinar a temperatura de estrelas mais quentes, mais de 10000 K ou mais frias que 5500 K, pois as linhas empregadas no método, linhas metálicas, desaparecem de espectro para estas temperaturas ou são muito fortes.

Disponibilizamos outra forma de visualizar os resultados obtidos com as razões estudadas neste trabalho. Através das figuras 5.45 e 5.46 podemos verificar em três dimensões como as razões variam com os parâmetros temperatura efetiva e gravidade da estrela.

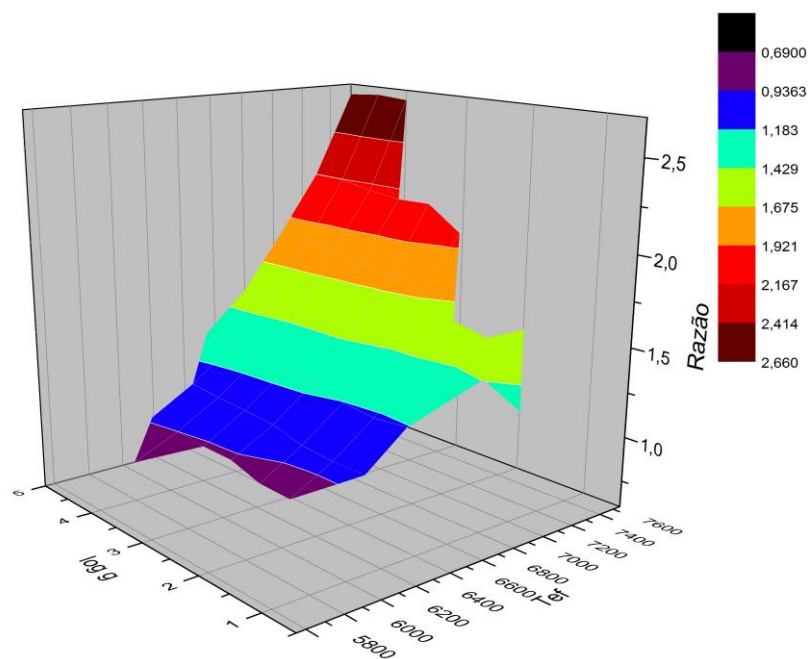


Figura 5.45: Gráfico 3D da razão composta pelas linhas MgI (6318,72 Å) e VI (6258,71 Å). Ambas possuem altos e baixos potenciais de excitação ($\chi = 5,11$ eV e 0,26 eV, respectivamente).

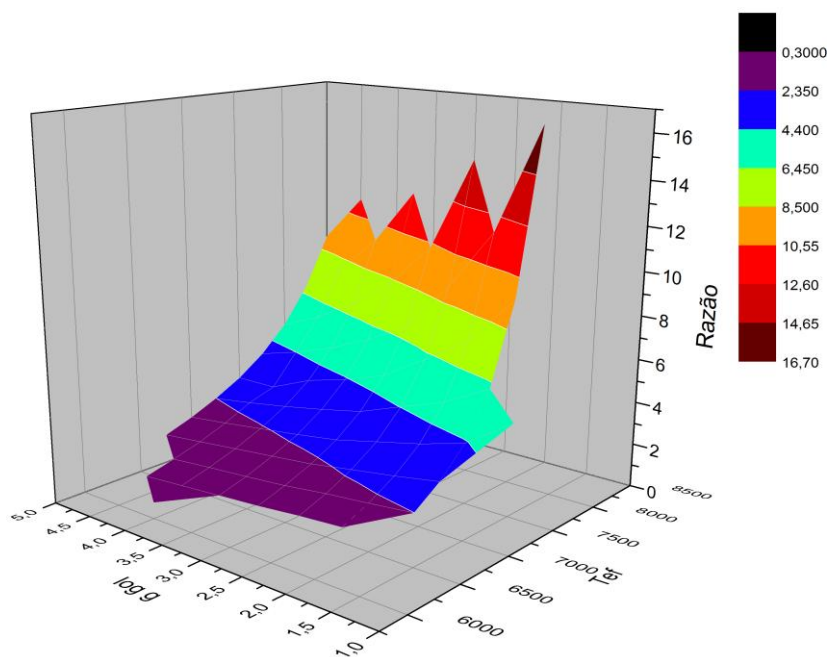


Figura 5.46: Gráfico 3D da razão composta pelas linhas SiII (6347,09 Å) e FeI (6358,68 Å). Ambas possuem altos e baixos potenciais de excitação ($\chi = 8,12$ eV e 0,86 eV, respectivamente).

O espaço não preenchido no gráfico 3D foi por razão da falta de dados coletados pelo código ARES.

Tabela 5.3: Parâmetro dos novos pares de linhas pesquisados neste trabalho para serem empregados no método rápido de determinação de temperatura estelar.

Razão	Lambda1	Elem.1	Pot. Ext.1	Loggf1	Lambda2	Elem.2	Pot. Ext.2	Loggf2	Faixa de Temperatura	Sensibilidade a log g S (sim) / N (não)
4284,2 / 4290,9	4284.2	CR2	3.85	-2.03	4290.9	TI1	0.81	0.2	6200 - 8300 K	S
4284,2 / 4352,8	4284.2	CR2	3.85	-2.03	4352.8	V1	0.07	-1	5750 - 9000 K	S
4554,99 / 4512,74	4554.99	CR2	4.07	-1.52	4512.74	TI1	0.84	-0.51	5750 - 8000 K	S
4554,99 / 4571,1	4554.99	CR2	4.07	-1.52	4571.1	MG1	0.0	-5.6	5750 - 7800 K	S
4588,2 / 4512,74	4588.2	CR2	4.07	-0.77	4512.74	TI1	0.84	-0.51	5750 - 8000 K	S
4588,2 / 4646,16	4588.2	CR2	4.07	-0.77	4646.16	CR1	1.03	-0.7	5750 - 9000 K	S
4588,2 / 4656,47	4588.2	CR2	4.07	-0.77	4656.47	TI1	0.0	-1.345	5750 - 7300 K	S
4592,05 / 4646,16	4592.05	CR2	4.07	-1.51	4646.16	CR1	1.03	-0.7	5750 - 9000 K	S
4592,05 / 4656,47	4592.05	CR2	4.07	-1.51	4656.47	TI1	0.0	-1.345	5750 - 7300 K	S
5237,32 / 5225,53	5237.32	CR2	4.07	-1.4	5225.53	FE1	0.11	-5.2	5750 - 7300 K	S
5237,32 / 5296,7	5237.32	CR2	4.07	-1.4	5296.7	CR1	0.98	-1.4	5750 - 8250 K	S
5237,32 / 5300,7	5237.32	CR2	4.07	-1.4	5300.7	CR1	0.98	-2.4	5750 - 7800 K	S
5272,4 / 5225,53	5272.4	FE2	5.96	-2.13	5225.53	FE1	0.11	-5.2	6000 - 7300 K	S
5272,4 / 5296,7	5272.4	FE2	5.96	-2.13	5296.7	CR1	0.98	-1.4	5750 - 8250 K	S
5339,9 / 5300,7	5339.9	FE2	4.8	0	5300.7	CR1	0.98	-2.4	5750 - 7800 K	S
5339,9 / 5405,7	5339.9	FE2	4.8	0	5405.7	FE1	0.99	-2.4	6000 - 10000 K	S
5339,9 / 5409,7	5339.9	FE2	4.8	0	5409,7	CR1	1.03	-0.65	5750 - 9750 K	S
5633,95 / 5703,58	5633.95	FE1	4.99	-0.3	5703.58	V1	1.05	-0.18	5750 - 7000 K	S
5835,43 / 5892,88	5835,43	FE1	5.06	-1.9	5892,88	NI1	1.99	-1.5	5750 - 7800 K	S
6244,47 / 6200,32	6244.47	SI1	5.61	-2.349	6200.32	FE1	2.61	-2.489	5750 - 7500 K	N
6244,47 / 6258,71	6244.47	SI1	5.61	-2.349	6258.71	TI1	1.46	-0.405	5750 - 7800 K	N
6244,47 / 6261,1	6244.47	SI1	5.61	-2.349	6261.1	TI1	1.43	-0.479	5750 - 7300 K	S
6318,72 / 6258,71	6318.72	MG1	5.11	-2.1	6258.71	TI1	1.46	-0.405	5750 - 7800 K	N
6318,72 / 6261,1	6318.72	MG1	5.11	-2.1	6261.1	TI1	1.43	-0.479	5750 - 7300 K	S
6318,72 / 6358,68	6318.72	MG1	5.11	-2.1	6358.68	FE1	0.86	-4.426	5750 - 8500 K	S
6347,09 / 6355,03	6347.09	SI2	8.12	0.093	6355.03	FE1	2.84	-2.452	5750 - 7800 K	S
6347,09 / 6358,68	6347.09	SI2	8.12	0.093	6358.68	FE1	0.86	-4.426	5750 - 8500 K	S

5.6 Teste das Calibrações com Estrelas Reais

Para testar a validade das razões de linhas escolhidas selecionamos dois espectros estelares, obtidos com alta resolução espectral e alto sinal ruído e aplicamos o método. Os espectros utilizados foram o espectro solar, observado com o espectrógrafo HARPS e obtido em:

<http://www.ls.eso.org/lasilla/sciops/3p6/harps/monitoramento/sun.html>

E o espectro de uma estrela jovem F8, a estrela HD85883, observado com o Feros no telescópio 2.2m de La Silla, gentilmente cedido por Carlos Alberto Torres (LNA). Os dados dos espectros são apresentados na tabela 5.4.

Tabela 5.4: Dados dos espectros do Sol e da estrela HD85883

Espectros	T_{ef}	$\log g$	[Fe/H]
Sol	5762 K	4.44	0.0
HD85883	6140 K	4.13	0.03

A largura equivalente das linhas foi determinada com o ARES e, para maior segurança do teste, foram verificadas manualmente no IRAF. Constatamos que algumas linhas que não foram encontradas pelo ARES podem ser determinadas manualmente. Mais testes deverão ser realizados para poder comprovar esta hipótese.

Na tabela 5.5 mostramos os resultados das razões obtidas para os dois espectros e as temperaturas derivadas das relações entre as razões e as temperaturas, a partir dos gráficos 5.4 a 5.30. Desejamos obter o ajuste linear das curvas para cada razão e aumentar a precisão na determinação de tais parâmetros. Para o Sol determinamos a temperatura, e o intervalo de incerteza, de (5828 ± 202) K e (6135 ± 218) K para a estrela HD85883. Paralelamente, mostramos na tabela 5.6 os resultados para as estimativas obtidas para o parâmetro gravidade, para os dois espectros, a partir dos gráficos 5.4 a 5.30. Para o Sol estimamos o valor de $\log g$, e o intervalo de incerteza, de $(4,3 \pm 0,7)$ dex e $(3,9 \pm 0,6)$ dex para a estrela HD85883.

A precisão do método das razões de linhas é menor que, por exemplo, a determinação por curva de crescimento ou por síntese espectral, mas pode ser realizado rapidamente para se ter uma estimativa da temperatura estelar antes de se realizar uma determinação mais

detalhada, ou usar este valor como valor inicial na determinação dos parâmetros. A vantagem é que este método oferece uma estimativa rápida e pode ser automatizado.

Tabela 5.5: Razões obtidas para os dois espectros e os respectivos valores de temperatura encontrados para cada uma delas.

Razões	Sol	T_{ef} Estimada	HD85883	T_{ef} Estimada
4284,2 / 4290,9	-	-	-	-
4284,2 / 4352,8	-	-	-	-
4554,99 / 4512,74	-	-	1,16949153	6250 K
4554,99 / 4571,1	0,46906906	5750 K	0,73482428	6250 K
4588,2 / 4512,74	1,13200123	5750 K	1,53220339	6000 K
4588,2 / 4646,16	-	-	-	-
4588,2 / 4656,47	-	-	-	-
4592,05 / 4646,16	0,51236517	6100 K	0,62079208	6100 K
4592,05 / 4656,47	0,68750965	5850 K	1,03636364	6000 K
5237,32 / 5225,53	-	-	1,21116928	6100 K
5237,32 / 5296,7	0,67070951	5800 K	0,88633461	6250 K
5237,32 / 5300,7	1,13548092	6100 K	1,61020882	6400 K
5272,4 / 5225,53	-	-	0,39965096	6100 K
5272,4 / 5296,7	0,35040021	6000 K	-	-
5339,9 / 5300,7	2,31082476	6200 K	2,94663573	6750 K
5339,9 / 5405,7	-	-	-	-
5339,9 / 5409,7	-	-	-	-
5633,95 / 5703,58	2,13924762	5800 K	2,48249027	6150 K
5835,43 / 5892,88	-	-	0,25908373	6000 K
6244,47 / 6200,32	-	-	-	-
6244,47 / 6258,71	-	-	-	-
6244,47 / 6261,1	-	-	-	-
6318,72 / 6258,71	0,54879077	5600 K	0,74545455	5900 K
6318,72 / 6261,1	0,78459507	5700 K	1,10810811	5800 K
6318,72 / 6358,68	0,45519559	5500 K	0,65079365	6000 K
6347,09 / 6355,03	0,5074023	5750 K	1,14285714	6000 K
6347,09 / 6358,68	0,4666699	5750 K	1,14285714	6250 K

Tabela 5.6: Razões obtidas para os dois espectros e os respectivos valores de gravidade encontrados para cada uma delas.

Razões	Sol	log g Estimado	HD85883	log g Estimado
4284,2 / 4290,9	-	-	-	-
4284,2 / 4352,8	-	-	-	-
4554,99 / 4512,74	-	-	1,16949153	3 dex
4554,99 / 4571,1	0,46906906	5 dex	0,73482428	5 dex
4588,2 / 4512,74	1,13200123	5 dex	1,53220339	4 dex
4588,2 / 4646,16	-	-	-	-
4588,2 / 4656,47	-	-	-	-
4592,05 / 4646,16	0,51236517	4 dex	0,62079208	3,5 dex
4592,05 / 4656,47	0,68750965	5 dex	1,03636364	4 dex
5237,32 / 5225,53	-	-	1,21116928	4 dex
5237,32 / 5296,7	0,67070951	5 dex	0,88633461	4 dex
5237,32 / 5300,7	1,13548092	3 dex	1,61020882	3,5 dex
5272,4 / 5225,53	-	-	0,39965096	4,5 dex
5272,4 / 5296,7	0,35040021	4 dex	-	-
5339,9 / 5300,7	2,31082476	4,5 dex	2,94663573	3 dex
5339,9 / 5405,7	-	-	-	-
5339,9 / 5409,7	-	-	-	-
5633,95 / 5703,58	2,13924762	3 dex	2,48249027	5 dex
5835,43 / 5892,88	-	-	0,25908373	4 dex
6244,47 / 6200,32	-	-	-	-
6244,47 / 6258,71	-	-	-	-
6244,47 / 6261,1	-	-	-	-
6318,72 / 6258,71	0,54879077	4 dex	0,74545455	4,5 dex
6318,72 / 6261,1	0,78459507	4 dex	1,10810811	3 dex
6318,72 / 6358,68	0,45519559	4 dex	0,65079365	4 dex
6347,09 / 6355,03	0,5074023	5 dex	1,14285714	4 dex
6347,09 / 6358,68	0,4666699	5 dex	1,14285714	3 dex

Um ajuste linear deve ser obtido para cada razão encontrada com a finalidade de aumentar a precisão das medidas de temperatura. Os traços na tabela acima são justificados pela falta de dados já mencionados no trabalho (não foi mencionado para essa situação).

Capítulo 6

Conclusões

A determinação de parâmetros estelares são significativamente importantes na astrofísica, e vários métodos são investigados e aperfeiçoados para facilitar esta tarefa. Neste trabalho, linhas de absorção fracas de elementos metálicos, como Fe, Ti, V, Cr, Mg, Ni, Si, com altos e baixos potenciais de excitação foram investigadas para serem empregadas como indicadoras de temperatura de estrelas. Podemos encontrar na literatura linhas suficientes, no intervalo em torno de 6000 Å, região espectral menos atingida pelo efeito de mistura de linhas. Nosso foco foi voltado à comprimentos de onda diferentes, abrangendo os diferentes tipos espectrais. Devido a restrições espectrais, como efeito de mistura entre linhas ou as linhas estudadas estarem presentes apenas para certos tipos espectrais, somente alguns tipos de estrelas podem ter sua temperatura efetiva determinada pelo método discutido neste trabalho.

Descartamos a possibilidade de utilizar linhas de comprimentos de onda baixos, menores que 4000 Å, neste método, pois a determinação de parâmetros relacionados a medidas nestas linhas são totalmente contaminados de incertezas. A partir de nossos dados obtivemos um resultado satisfatório para estrelas com temperaturas entre 5750 K e 9000 K. Portanto, para estrelas muito frias e com temperaturas acima de 10000 K, este método torna-se ineficiente.

Selecionamos 27 razões de linhas de absorção, das quais 3 são mais eficientes para a determinação da temperatura. São os pares: 6244,47 / 6200,32; 6244,47 / 6258,71 e 6318,72 / 6258,71.6

Estamos cientes, devido a grande quantidade de dados nos estudos para a determinação de parâmetros estelares, da necessidade de automatização dos procedimentos cabíveis. No nosso caso a determinação dos valores de largura equivalente das linhas investigadas foi realizada pelo código ARES, que ainda possui algumas limitações para possibilitar um aprofundamento neste trabalho, que está fora do escopo desta dissertação.

Numa futura extensão e detalhamento deste trabalho poderão ser realizados estudos e testes para poder estender a faixa de temperaturas na qual podemos aplicar as razões de linhas, por exemplo, escolhendo linhas que para a faixa de temperaturas de 5000 a 9000 K são fracas, mas que podem ser medidas sem muita mistura em estrelas mais frias. Da mesma forma podem ser investigadas linhas que sejam visíveis nos espectros mais quentes e estudadas para verificar seu comportamento com a temperatura.

Outro objetivo futuro relativo a este trabalho é automatizar o processo para que ele possa ser realizado sem a interferência do pesquisador, fornecendo uma estimativa bem rápida da temperatura e da gravidade superficial a partir dos dados reduzidos (também automaticamente) ainda na noite de observação.

Como dissemos anteriormente a quantidade de dados gerada pelos novos telescópios de grande porte associados a espectrógrafos de alta eficiência e nova tecnologia demanda que a astronomia atual desenvolva ferramentas computacionais a altura para que o tratamento de dados e análise destes espectros possa ser realizado de forma rápida e segura. Esperamos que com esta pequena contribuição do estudo das razões de linhas espectrais possamos contribuir para este esforço.

Capítulo 7

Referências Bibliográficas

Alonso, A., Arribas, S., & Martínez-Roger, C. The effective temperature scale of giant stars (F0-K5). II. Empirical calibration of T_{eff} versus colours and $[\text{Fe}/\text{H}]$. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, vol. 140, p. 261, 1999.

Alonso, A., Arribas, S., & Martínez-Roger, C. Erratum The effective temperature scale of giant stars (F0-K5). II. Empirical calibration of T_{eff} versus colours and $[\text{Fe}/\text{H}]$. *Astronomy & Astrophysics*, vol. 376, p. 1039, 2001.

Barbuy, B.; Perrin, M.N.; Katz, D.; Coelho, P.; Cayrel, R.; Spite, M.; Van't Veer-Menneret, C. A grid of synthetic spectra and indices Fe5270, Fe5335, Mgb and Mg as a function of stellar parameters and $[\text{Fe}]$. *Astronomy & Astrophysics*; v. 404, n. 2, p. 661, 2003.

Barbuy, B.; Zoccali, M.; Ortolani, S.; Momany, Y.; Minniti, D.; Hill, V.; Renzini, A.; Rich, R. M.; Bica, E.; Pasquini, L.; Yadav, R. K. S. VLT-UVES analysis of two giants in the bulge metal-poor globular cluster HP-1. *Astronomy & Astrophysics*, vol. 449, p. 349, 2006

Basri, G., & Batalha, C. Hamilton echelle spectra of young stars. I - Optical veiling. *Astrophysical Journal*, vol. 363, p. 654, 1990.

Biazzo, K. Determination of physical parameters of magnetic active regions in stars with different evolutionary stages, Ph.D. Thesis, Catania University, 2006.

Biazzo, K., Frasca, A., Catalano, S., Marilli, E. Effective temperature vs line-depth ratio for ELODIE spectra. Gravity and rotational velocity effects. *Astronomische Nachrichten*, No., 1 - 7, 2007.

Boesgaard, A., M., & Trippicco, M., J. Lithium in the Hyades Cluster. *Astrophysical Journal*, vol. 303, p. 724, 1986

Boesgaard, A., M., & Trippicco, M., J. Lithium in F stars of known age. *Astrophysical Journal*, vol. 313, p. 389, 1987.

Castelli, F., Kurucz, R. L. New Grids of ATLAS9 Model Atmospheres. IAU Symp. No 210, *Modelling of Stellar Atmospheres*, eds. N. Piskunov et al. 2003, poster A20, arXiv:astro-ph/0405087, 2004.

Cohen, M., & Kuhl, L. V. Observational studies of pre-sequence evolution. *Astrophysical Journal Supplement Series*, vol. 41, p. 743, 1979.

Costa, Luana Camile Lima. *Determinação da Temperatura Estelar a partir de Razões de Linhas (Monografia)*. Itajubá (MG): Universidade Federal de Itajubá, 2009.

Catalano, S., Biazzo, K., Frasca, A., Marilli, E. Measuring starspot temperature from line depth ratios - I. The method. *Astronomy & Astrophysics*, vol. 394, p. 1009, 2002a.

Catalano, S., Biazzo, K., Frasca, A., Marilli, E.; Messina, S.; Rodonò, M.. Temperature and size of starspots from line depth ratios. *Astronomische Nachrichten*, vol. 323, no. 3/4, p. 260-264, 2002b.

Catanzaro, G. *High Resolution Spectral Atlas of Telluric Lines*. Messina. Departamento de Física e Tecnologias Avançadas de Física da Universidade de Messina, Salita. Messina, Itália, 1998.

Gray, D. F. The rotational break for G giants. *Astrophysical Journal*, vol. 347, p. 1021, 1989.

Gray, D. F. & Johanson, H. L. Precise measurement of stellar temperatures using line-ratios. *Astronomical Society of the Pacific*, vol. 103, p. 439, 1991.

Gray, D. F. Spectral line-depth ratios as temperature indicators for cool stars. *Astronomical Society of the Pacific*, vol. 106, p. 1248, 1994.

Gray, D. F. & Brown, K. Line-Depth Ratios: Temperature Indices for Giant Stars. *Astronomical Society of the Pacific*, vol. 113, p. 723, 2001.

Gray, D. F. Spectroscopic line-depth ratios and solar variability. *Advances in Space Research*, vol. 34, p. 308, 2004.

Gray, D. F. *The Observation and Analysis of Stellar Photospheres*. Third Edition. Cambridge, 2005.

Gray, R. O. & Corbally, C. J. The Calibration of MK Spectral Classes Using Spectral Synthesis. 1: The effective temperature calibration of dwarf stars. *Astronomical Journal*, vol. 107, p p. 742, 1994.

Kim, Chulhee. Spectral line-depth ratio as a precise effective temperature and surface gravity indicator for warm stars. *Journal of the Korean Astronomical Society*, vol. 39, p. 125, 2006.

Kovtyukh, V. V., Soubiran, C., Belik, S. I., & Gorlova, N. I. High precision effective temperatures for 181 F-K dwarfs from line-depth ratios. *Astronomy & Astrophysics*, vol. 411, p. 559, 2003.

Kurucz, R. L. *ATLAS9 Stellar Atmosphere Programs and 2 km/s Grid*. Kurucz CD-ROM N° 13, Cambridge: Smithsonian Astrophysical Observatory, 1993.

Maciel, Walter J.. *Introdução à Estrutura e Evolução Estelar*. 1ª edição. São Paulo: Editora da Universidade de São Paulo, 1999.

Oliveira Filho, Kepler de Souza; SARAIVA, Maria de Fátima Oliveira. *Astronomia & Astrofísica*. 2ª edição. São Paulo: Editora Livraria da Física, 2004.

Padgett, Deborah L. Atmospheric Parameters and Iron Abundances of Low-Mass Pre-Main-Sequence Stars in Nearby Star Formation Regions. *The Astrophysical Journal*, vol. 471, p. 847, 1996.

Padgett, D. L., & Stapelfeldt, K. R. W134: A new pre-main-sequence double-lined spectroscopic binary. *Astronomical Journal*, vol. 107, no. 2, p. 720, 1994.

Sousa, S. G., Santos, N. C., Israelian, G., Mayor, M. and Monteiro, M. J. P. F. G.. A new code for automatic determination of equivalent widths: Automatic Routine for line Equivalent widths in stellar Spectra (ARES). *Astronomy & Astrophysics*, vol. 469, p. 783, 2007.

Sousa, S. G., Santos, N. C., Mayor, M., Udry, S., Casagrande, L., Israelian, G., Pepe, F., Queloz, D. & Monteiro, M. J. P. F. G. Spectroscopic parameters for 451 stars in the HARPS GTO planet search program. Stellar [Fe/H] and the frequency of exo-Neptunes. *Astronomy & Astrophysics*, vol. 487, p. 373, 2008.

Sousa, S. A. G. *Spectroscopic, Interferometric and Seismic Study of Solar-type Stars*. 182 f. Tese (Doutorado em Astronomia) - Departamento de Matemática Aplicada, Faculdade de Ciências da Universidade do Porto, Portugal, 2009.

Sousa, S. G., Alapini, A., Israelian, G. & Santos, N. C. An Effective temperature calibration for solar type stars using equivalent width ratios. *Astronomy & Astrophysics*, vol. 512, p. A13, 2010.

Strassmeier, K.G., Fekel, F.C. The spectral classification of chromospherically active binary stars with composite spectra. *Astronomy & Astrophysics*, vol. 230, p. 389, 1990.

Strassmeier, K. G. & Schordan, P. A temperature calibration for MK-class III giants from high-resolution spectral line-depth ratios. *Astronomische Nachrichten*, vol. 321, p. 277, 2000.

Vuolo, José Henrique. *Fundamentos da Teoria dos Erros*. 2ª Edição. São Paulo: Editora Edgard Blücher LTDA, 1996.

Anexo

Para completar a descrição do trabalho desenvolvido nesta dissertação, disponibilizamos os “scripts” criados para automatizar alguns procedimentos realizados devido a grande quantidade de dados.

Automatizando ARES:

Este “script” foi criado para rodar o ARES sequencialmente para todos os 476 espectros sintéticos, sem paradas.

```
#!/bin/bash
for i in $(seq 1 476); do
cp mine$i.opt /home/luana/Desktop/ARES/ares_v1.0/mine.opt
cd /home/luana/Desktop/ARES/ares_v1.0
./ARES
rm mine.opt
cd /home/luana/Desktop/ARES/ares_v1.0/Arquivosmine
done
exit 0;
```

Seleção dos Possíveis Pares da Lista de Barbuy:

Este “script” seleciona os pares de acordo com os critérios do item 4.4.2.

```
Sub seleciona_dados_com_criterios()
Dim cl As Range
Dim count As Integer

Set cl = Sheets(1).Range(Cells(1, 1), Cells(9898, 14))
count = 1

For x = 5 To 9898
  If cl.Cells(x, 14).Value = "0" And x < 9897 Then
    For y = x + 1 To 9898
      If (cl.Cells(y, 4).Value - cl.Cells(x, 4).Value) < 70 Then
        If cl.Cells(y, 14).Value = "0" Then
          If (cl.Cells(x, 7).Value - cl.Cells(y, 7).Value) > 3
            Then
              cl.Cells(x, 14).Value = count
              cl.Cells(y, 14).Value = count
              count = count + 1
              Exit For
            ElseIf (cl.Cells(y, 7).Value - cl.Cells(x, 7).Value) >
              3 Then
              cl.Cells(x, 14).Value = count
              cl.Cells(y, 14).Value = count
              count = count + 1
            End If
          End If
        End If
      End If
    End For
  End If
End For
```

```

                Exit For
            End If
        End If
    Else: Exit For
    End If

Next y
End If
Next x
End Sub

```

O Cálculo das Razões:

Este programa procura os pares da lista resultante do script anterior, e **verifica/procura** se existe (se foi calculado pelo ARES) as duas linhas de cada par em todas as tabelas com os dados dos espectros sintéticos gerados pelo ARES. Possuindo as duas linhas do par, o cálculo das razões será efetuado e armazenado.

```

package mestrado;

import java.io.File;
import java.io.IOException;
import java.util.ArrayList;
import java.util.Locale;

import jxl.Cell;
import jxl.CellView;
import jxl.Sheet;
import jxl.Workbook;
import jxl.WorkbookSettings;
import jxl.read.biff.BiffException;
import jxl.write.Label;
import jxl.write.WritableCellFormat;
import jxl.write.WritableFont;
import jxl.write.WritableSheet;
import jxl.write.WritableWorkbook;
import jxl.write.WriteException;
import jxl.write.biff.RowsExceededException;

public class XlsSelecionaDadosAres {
    private WritableCellFormat times;
    private String arqEsc;
    private WritableWorkbook workbook;

    public void setOutputFile(String inputFile) {
        this.arqEsc = inputFile;
    }

    public void openFileWrite() throws IOException, WriteException {
        File file = new File(arqEsc);
        WorkbookSettings wbSettings = new WorkbookSettings();

        wbSettings.setLocale(new Locale("en", "EN"));

        workbook = Workbook.createWorkbook(file, wbSettings);
    }
}

```

```

    }

    public void createLabel(String nameSheet) throws WriteException {
        WritableSheet sheet = workbook.getSheet(nameSheet);
        WritableFont times10pt = new WritableFont(WritableFont.TIMES,
10);

        times = new WritableCellFormat(times10pt);

        times.setWrap(true);

        CellView cv = new CellView();
        cv.setFormat(times);
        cv.setAutosize(true);

        addCaption(sheet, 0, 0, "Temperatura");
        addCaption(sheet, 1, 0, "Gravidade");
        addCaption(sheet, 2, 0, "Lambda1/Lambda2");
        addCaption(sheet, 3, 0, "Pot excl - Pot exc2");
        addCaption(sheet, 4, 0, "EW1/EW2");
        addCaption(sheet, 5, 0, "Razão Resultado EW1/EW2");

    }

    public void createContent(String nameSheet, ArrayList<Dados> dados)
throws WriteException,
        RowsExceededException {
        WritableSheet sheet = workbook.getSheet(nameSheet);
        for (int i = 0; i < dados.size(); i++) {
            addText(sheet, 0, i+1, dados.get(i).getTemperatura());
            addText(sheet, 1, i+1, dados.get(i).getGravidade());
            addText(sheet, 2, i+1,
dados.get(i).getLambda1porLambda2());
            addText(sheet, 3, i+1,
dados.get(i).getPotexcl_Potexc2());
            addText(sheet, 4, i+1, dados.get(i).getEW1porEW2());
            addText(sheet, 5, i+1,
String.valueOf(dados.get(i).getRazaoResultadoEW1porEW2()));
        }
    }

    private void addCaption(WritableSheet sheet, int column, int row,
String s)
        throws RowsExceededException, WriteException {
        Label label;
        label = new Label(column, row, s, times);
        sheet.addCell(label);
    }

    private void addText(WritableSheet sheet, int column, int row,
String text) throws WriteException, RowsExceededException
{
        Label label;
        label = new Label(column, row, text, times);
        sheet.addCell(label);
    }

    public void createSheet(String name){
        workbook.createSheet(name, 0);
    }

```



```

        for(int i = 0; i < pares.size();
i++){
        String tempGravAux[] =
pares.get(i).getTemperatura_gravidade().split("_");
        if(potext1 > potext2)
            listaDados.add(new
Dados(tempGravAux[0], tempGravAux[1], lambda1+"/"+lambda2, potext1 + " - "
+ potext2, pares.get(i).getEw1()+"/"+pares.get(i).getEw2(),
pares.get(i).getEw1()/pares.get(i).getEw2()));
        else
            listaDados.add(new
Dados(tempGravAux[0], tempGravAux[1], lambda2+"/"+lambda1, potext2 + " - "
+ potext1, pares.get(i).getEw2()+"/"+pares.get(i).getEw1(),
pares.get(i).getEw2()/pares.get(i).getEw1()));
        }
        break;
    }
    }
    System.out.println(j);
}

salvaDadosExcel(listaDados);

} catch (BiffException e) {
    e.printStackTrace();
} catch (WriteException e) {
    e.printStackTrace();
}
}

public ArrayList<Par> dadosAres(double lambda1, double lambda2)
throws IOException {
    File arq = new File("C:\\temp\\xls\\");
    File files[] = arq.listFiles();
    String temperatura_gravidade;
    ArrayList<Par> listaPares = new ArrayList<Par>();
    double l1, l2, ew1, ew2;
    Workbook w;

    for (int i = 0; i < files.length; i++) {
        try {
            temperatura_gravidade =
files[i].getName().replaceFirst(".xls", "");
            w = Workbook.getWorkbook(files[i]);

            Sheet sheet = w.getSheet(0);

            for (int j = 1; j < sheet.getRows(); j++) {
                Cell dadoLambda1 = sheet.getCell(0, j);
                Cell dadoEw1 = sheet.getCell(4, j);

                l1 =
Double.parseDouble(dadoLambda1.getContents());
                ew1 =
Double.parseDouble(dadoEw1.getContents());

                if(l1 > lambda1)
                    break;
            }
        }
    }
}

```

```

        if(l1 == lambda1){
            for(int k = j; k < sheet.getRows();
k++){
                Cell dadoLambda2 =
sheet.getCell(0, k);
                Cell dadoEw2 = sheet.getCell(4,
k);

                l2 =
Double.parseDouble(dadoLambda2.getContents());
                ew2 =
Double.parseDouble(dadoEw2.getContents());

                if(l2 > lambda2)
                    break;

                if(l2 == lambda2){
                    String temperatura[] =
temperatura_gravidade.split("_");
                    if(ew1 < (double)200 && ew2
< (double)200 && Integer.parseInt(temperatura[0]) <= 10000)
                        listaPares.add(new
Par(temperatura_gravidade, lambda1, ew1, lambda2, ew2));
                    break;
                }
            }
            break;
        }
    }
} catch (BiffException e) {
    e.printStackTrace();
}
}

return listaPares;
}

public static void main(String[] args) throws IOException {
    XlsSelecionaDadosAres test = new XlsSelecionaDadosAres();
    test.linhasSelecionadas();
}

public void salvaDadosExcel(ArrayList<Dados> lista) throws
WriteException, IOException {
    setOutputFile("c:/temp/razoes.xls");
    openFileWrite();

    createSheet("razoes");
    createLabel("razoes");
    createContent("razoes", lista);

    close();

    System.out.println("Please check the result file under c:/temp/
");
}
}

```