

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

Fotometria e Espectroscopia de Candidatas a Estrelas
Gêmeas Solares

Marcelo Tucci Maia

Itajubá, janeiro de 2012

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

Marcelo Tucci Maia

Fotometria e Espectroscopia de Candidatas a Estrelas
Gêmeas Solares

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

Área de Concentração: Astrofísica

Orientador: Dr. Bruno Vaz Castilho de Souza

Janeiro de 2012

Itajubá - MG

AGRADECIMENTOS

Agradeço primeiramente a Deus e a minha família: Marcelino, Fátima e Tiago, pelo seu apoio e compreensão durante toda a minha vida acadêmica. Agradeço também a Luciana, minha companheira de todas as horas, das boas e das difíceis, pois, se não fosse por seu amor e paciência não teria conseguido chegar tão longe.

Também agradeço ao meu orientador e amigo Bruno Castilho por toda ajuda e por tudo que ele me ensinou. Sou grato também por ter me permitido usar toda a estrutura do LNA e também ter contato com o pessoal, no qual também fiz muitas amizades. Também quero agradecer ao Dr. Jorge Meléndez pela colaboração neste trabalho e também a todos os meus professores da UNIFEI pela atenção e dedicação.

Por fim quero agradecer também a todos meus amigos e companheiros de mestrado por dividirmos idéias e experiências durante todo este caminho que nós tivemos em comum.

RESUMO

O intuito deste trabalho foi o de selecionar estrelas que são similares ao Sol através de fotometria e posteriormente analisá-las espectroscopicamente para então compara-las com os parâmetros estelares conhecidos do Sol e classifica-las como gêmeas ou análogas solares. A observação fotométrica foi feita utilizando o instrumento FOTRAP instalado no telescópio Zeiss (0,6m) situado no Observatório do Pico dos Dias. Das 75 estrelas da lista 36 obtiveram resultados satisfatórios dentre estas, 13 estrelas estão dentro do intervalo de 0,01 mag do melhor valor considerado para índice de cor B-V solar e possuem também magnitude absoluta compatíveis com o Sol. Através deste trabalho é possível dizer que o método de escolha de candidatas para gêmeas solares através de índices de cores e distâncias é bem confiável. Com os dados obtidos foi constatada uma eficiência de aproximadamente 36%. Várias estrelas interceptam a isócrona com metalicidade e idade solar, o que indica que estas têm parâmetros muito próximos do Sol. A observação espectroscópica foi feita usando o espectrógrafo Coudé no telescópio Perkin-Elmer também situado no Observatório do Pico dos Dias. Os dados foram reduzidos usando os pacotes de redução do Iraf e a medida da largura equivalente foi feita usando o programa Ares. A determinação dos parâmetros atmosféricos foi feita usando o programa MOOG e os modelos atmosféricos de Kurucz. Das 7 estrelas observadas espectroscopicamente as estrelas HIP 36512, HIP 49756, HIP 63048 e HIP 79672 podem ser consideradas gêmeas solares tem seus parâmetros estelares idênticos ao do Sol considerando suas respectivas incertezas.

Palavras-chave: Gêmeas Solares, Espectroscopia, Fotometria.

ABSTRACT

The aim of this work was to select stars that are similar to the Sun through photometry and subsequently analyze them spectroscopically and then compares them with known stellar parameters of the Sun and classifies them as twins or similar solar. The observation was made using the photometric instrument installed on FOTRAP Zeiss telescope (0.6 m) located in the Pico dos Dias Observatory. From the list of 75 stars, 36 obtained satisfactory data, 13 stars are within the range of 0.01 mag, considered the best value for solar BV color index and absolute magnitude are also compatible with the Sun. Through this work we can say that the method of selecting candidates for solar twins by color indexes and distances is quite reliable. With the data obtained was found an efficiency of approximately 36%. Several stars with isochron intercept solar metallicity and age, indicating that these parameters are very close to the sun. The spectroscopic observation was made using the Coudé spectrograph at the telescope Perkin-Elmer also located in the Pico dos Dias Observatory. The data were reduced using the reduction package *Iraf* and equivalent width measurement was made using the *Ares* program. The determination of atmospheric parameters was done using the program MOOG and Kurucz atmospheric models. Of the seven stars observed spectroscopically the stars HIP 36512, HIP 49756, HIP 63048 and HIP 79672 may be considered solar twin has its stellar parameters identical to the Sun, considering their errors.

Keywords: Twin Solar, Spectroscopy, Photometry.

SUMÁRIO

INTRODUÇÃO.....	10
CAPÍTULO 1- GÊMEAS SOLARES E TECNICAS OBSERVACIONAIS.....	11
1.1- Gêmas Solares.....	11
1.2 - Busca e Identificação de Gêmeas Solares.....	11
1.3 - Fotometria de Gêmeas Solares.....	13
1.4 - Metalicidade de Gêmeas Solares.....	14
1.5 - Técnicas Utilizadas neste Trabalho.....	16
1.5.1- Fotometria.....	16
1.5.1.1 - Magnitudes e Índices de Cores.....	17
1.5.1.2 - Curva de Extinção.....	19
1.5.2 - Espectroscopia.....	21
1.5.2.1 - Modelos Atmosféricos.....	25
1.5.2.2 - Equilíbrio Termodinâmico Local.....	25
1.5.2.3 - Largura Equivalente.....	26
1.5.2.4 - Dependência com a Temperatura.....	27
1.5.2.5 - Dependência da Pressão.....	29
1.5.2.6 - Dependência da Abundância.....	30
1.5.2.7 - Microturbulencia.....	31
CAPÍTULO 2 - INSTRUMENTAÇÃO UTILIZADA.....	33
2.1 - Telescópio Zeiss.....	33
2.1.1 - Fotometro FOTRAP.....	33
2.2 - Telescópio Perkin-Elmer.....	34
2.2.1 - Espectrógrafo Coudé.....	34
2.3 - Descrição do FOTRAP.....	35
2.4 - Descrição do Espectrógrafo Coudé do OPD.....	38
CAPÍTULO 3 – OBSERVAÇÃO E METODOLOGIA.....	41
3.1 - Missões Observacionais.....	41
3.2 - Amostra Seleccionada.....	41
3.3 - Procedimento de Utilização do FOTRAP e do Telescópio Zeiss.....	41
3.3.1 - Detalhes do Programa.....	41
3.3.2 - Metodologia Observacional.....	42
3.4 - Procedimento Observacional no Coudé.....	44
3.4.1 - Detalhes do Programa.....	44
3.4.2 - Metodologia Observacional.....	44
CAPÍTULO 4 – REDUÇÃO E ANÁLISE DE DADOS.....	48
4.1 - Redução de Dados de Fotometria.....	48
4.2 - Redução dos Dados de Espectroscopia.....	50
4.2.1 - Redução dos Espectros.....	50
4.2.2 - Medição de Linhas Equivalentes.....	56
4.2.2.1 - Metodo IRAF.....	56
4.2.2.2 - Metodo ARES.....	56
4.2.3 - Determinação da Composição Química.....	58
4.2.3.1 - MOOG.....	59

CAPÍTULO 5 - ANALISE DE DADOS	61
5.1 - Análise de Dados Fotometria	61
5.1.1 - Apresentação dos Dados Obtidos.....	61
5.2 - Análise de Dados de Espectroscopia.....	65
CONCLUSÕES	75
BIBLIOGRAFIA	82
ANEXOS	78
Anexo I - Amostra Seleccionada.....	78
Anexo II – Driver <i>abfind</i> MOOG	89
Anexo III - Exemplo de Lista de Larguras Equivalentes	90
Anexo IV - Exemplo de Modelo Atmosféricos MOOG	92
Anexo V - Gráficos Análise Espectroscópica	94

LISTA DE TABELAS

Tabela 1 - Índices de cores U-V e B-V de outros autores	12
Tabela 2 - Diâmetros dos diafragmas do FOTRAP.....	36
Tabela 3 - Dados obtidos em fotometria	61
Tabela 4 - Distância e magnitude absoluta das estrelas pesquisadas	63
Tabela 5 - Configuração do parâmetro rejt do software ARES para melhor calibração do contínuo local baseado no S/N do espectro das estrelas analisadas	66
Tabela 6 - Lista de temperaturas obtidas através do código TEFF LR	72
Tabela 7 - Parâmetros atmosféricos obtidos com o programa MOOG e os modelos de Kurucz	73
Tabela 8 – Possíveis estrelas gêmeas solares selecionadas por fotometria.....	75
Tabela 9 – Comparação das magnitudes aparentes obtidas com o FOTRAP com a literatura.....	76
Tabela 10 – Comparação de B-V do FOTRAP com o catálogo <i>Tycho</i>	78
Tabela 11 – Comparação entre os parâmetros estelares deste trabalho com Baumann et al	80

LISTA DE FIGURAS

Figura 1 – Exemplo de Fotomultiplicadora.....	17
Figura 2 - Curvas de transmissão para a combinação de filtros UBVRI de Johnson usada no FOTRAP.....	18
Figura 3 - Princípios da espectroscopia.....	24
Figura 4 - Diagrama do FOTRAP.....	37
Figura 5 - Óptica do espectrógrafo Coudé.....	39
Figura 6 - Esquema da montagem do espectrógrafo Coudé externamente ao instrumento.....	39
Figura 7 - Lampadas de flat-fields acionadas.....	45
Figura 3 - Seletor de ajuste da rede de difração - Coudé.....	46
Figura 9 - Interface principal FOTRAP.....	49
Figura 10 - Determinação das constantes e resíduos para cada índice de cor.....	49
Figura 11 - Exemplo de imagem de <i>bias</i> “mestre”.....	51
Figura 12 - Curva característica de um <i>flatfield</i> de cúpula.....	51
Figura 13 - Imagem de <i>flatfield</i> normalizada através da função <i>apflatten</i>	52
Figura 14 - Configuração da tarefa <i>ccdproc</i>	52
Figura 15 - Exemplo de configuração da abertura para a extração do espectro em uma dimensão.....	53
Figura 16 - Exemplo de espectro em uma dimensão extraído através da tarefa <i>apall</i> ...	53
Figura 17 - Exemplo da identificação das linhas de emissão da lâmpada de ThAr.....	54
Figura 18 - Exemplo da utilização da tarefa <i>continuum</i> em um espectro ainda não normalizado.....	55
Figura 19 - Exemplo de um espectro normalizado.....	55
Figura 20 - Exemplo da interface gráfica do MOOG.....	59
Figura 21 - Espectro de uma estrela quente em 6750A.....	66

LISTA DE GRÁFICOS

Gráfico 1 - Exemplo de curva de extinção	19
Gráfico 2 - Curva de radiação de um corpo negro	20
Gráfico 3 - Definição de largura equivalente	24
Gráfico 4 - Típicas linhas de metais fracas mostrando a variação na largura equivalente em função da temperatura.....	26
Gráfico 5 - Perfis calculados para a linha de FeII para o comprimento de onda 4508Å para vários valores da gravidade superficial (log g cm/s ²)	27
Gráfico 6 - Variação da intensidade da largura equivalente em função da abundância.	29
Gráfico 7 - Eficiência dos espelhos A, B e C do espectrografo Coudé.....	38
Gráfico 8 - EW obtidas através do ARES versus EW obtidas usando o IRAF.....	56
Gráfico 9 - Estrelas observadas fotometricamente em uma isócrona com parametros solares	60
Gráfico 10 - Estrelas comparadas com o Sol.....	62
Gráfico 11 - Estrelas observadas dispostas nas isócronas de 1,0Gyr, 4,5Gyr e 8,0Gyr.	63
Gráfico 12 - Abundância versus o potencial de excitação.....	66
Gráfico 13 - Abundância versus largura equivalente	66
Gráfico 14 - Comparação do espectro Solar obtido observando a Lua com o espectro de Kurucz - 5300 a 5450 Angstroms.....	70
Gráfico 15 - Comparação do espectro Solar obtido observando a Lua com o espectro de Kurucz - 5450 a 5550 Angstroms.....	71
Gráfico 16 - Comparação do espectro Solar obtido observando a Lua com o espectro de Kurucz - 5550 a 5650 Angstroms.....	72
Gráfico 17 - Espectro da estrela HIP36512 comparado com seu espectro sintético produzido pelo programa <i>Spectrum</i>	74
Gráfico 18 – Comparação dos valores de magnitude aparente entre Meléndez, 2010 e FOTRAP.....	77
Gráfico 19 - Comparação dos valores de magnitude aparente entre <i>Tycho</i> e FOTRAP	77

INTRODUÇÃO

Conhecer muito bem o Sol sempre foi essencial na astrofísica. Alguns parâmetros do Sol como o índice de cor B-V¹ e metalicidade são usados como padrões para muitas calibrações astronômicas (STROBEL, 1996). Um exemplo disso é a determinação da escala de temperatura efetiva também a calibração desta temperatura efetiva de modo fotométrico (STROBEL, 1993). Os índices de cores solares fixam o ponto zero para transformações da evolução estelar teórica, assim como isócronas, para o campo observacional e isto tem implicações importantes no entendimento de idades estelares (VANDERBERG, 1985 apud STROBEL, 1993). Entretanto os índices de cores do Sol são muito pouco conhecidos nos mais importantes sistemas fotométricos devido ao seu brilho intenso e extensão no céu (STROBEL, 1981). Para exemplificar esta informação basta comparar a magnitude do Sol com a magnitude da estrela mais brilhante do nosso céu, Sirius (α CMa). A magnitude aparente do Sol é algo em torno de -27, enquanto a magnitude de Sirius é de -1,5, o que corresponde a uma diferença de fluxo da ordem de $10^{10,2}$.

Mas quanto mais se estuda o Sol melhor se entende que ele não é uma estrela padrão, vide sua metalicidade que é mais alta do que se espera para estrelas de sua idade em nossa galáxia.

Dada a importância do Sol como padrão, da necessidade de se entender melhor a evolução estelar, baseados na estrela mais próxima de nós e o grande interesse na busca por outros sistemas planetários, a busca por estrelas similares ao Sol se tornou também importante.

Neste trabalho são observadas algumas candidatas a Gêmeas Solares usando fotometria e espectroscopia de média resolução. Ambas obtidas no Observatório do Pico dos Dias em Brasópolis – MG e são apresentados os resultados obtidos.

No Capítulo 1, é feita uma introdução sobre o tema e sobre as técnicas utilizadas nas observações. No Capítulo 2 é apresentada a instrumentação utilizada e no Capítulo 3 são apresentados os métodos observacionais aplicados. O Capítulo 4 mostra como foi feita a redução dos dados tanto em fotometria como espectroscopia e o Capítulo 5 trata da análise dos dados, seguido das conclusões finais.

¹ Índice de cor é a comparação de magnitudes obtidas em dois filtros diferentes. Neste trabalho a fotometria foi feita usando filtros do sistema fotométrico de Jhonson. O índice de cor B-V, por exemplo, é literalmente a magnitude no filtro B subtraída pela magnitude no filtro V. Os índices de cores são usados para estimar vários parâmetros estelares como temperatura efetiva e gravidade superficial.

CAPÍTULO 1 – GÊMEAS SOLARES E TÉCNICAS OBSERVACIONAIS

1.1 – Gêmeas Solares

Estrelas gêmeas solares são, por definição, estrelas idênticas ao Sol em todos os parâmetros astrofísicos, isto é, luminosidade, massa, idade, temperatura, gravidade, raio, velocidade de rotação, campo magnético, microtubulência e atividade cromosférica (PORTO DE MELLO, 2000). Tudo isso dentro das incertezas observacionais. Acredita-se que tais estrelas apresentam uma grande chance de hospedarem sistemas planetários similares ao nosso e, talvez, abrigar vida como nós a conhecemos (com base em carbono e água). Análogas solares são estrelas cuja incerteza não engloba os parâmetros solares, entretanto estão bastante próximos destes. Ou seja, com temperatura dentro de 500K da temperatura solar, metalicidade dentro de um fator de dois da metalicidade solar e não ser uma estrela binária (SODERBLOM, 2011).

1.2 – Busca e Identificação de Gêmeas Solares

Hardop e Cayrel de Strobel foram uns dos primeiros a iniciar as buscas por gêmeas solares. O principal objetivo de suas pesquisa era estimar o valor real do índice de cor B-V usando o estudo de gêmeas solares. Ou seja, o objetivo era encontrar estrelas que seriam quase idênticas ao Sol em relação a massa, temperatura efetiva, composição química, idade e luminosidade e com isso uma melhor forma de calibrar seus índices de cores, tendo em vista que esses objetos seriam puntiformes, resolvendo alguns problemas encontrados nas medidas no Sol (CAYREL de STROBEL et al.,1981).

Mas a busca por gêmeas solares não somente contribui para a calibração de parâmetros solares, mas também abre caminho para a busca de planetas extra-solares similares ao nosso planeta Terra. E agregado a isso também está a busca de vida fora do Sistema Solar. Se uma estrela é idêntica ao nosso Sol, provavelmente elas percorreram um caminho evolucionário parecido. Uma vez sendo a evolução do nosso planeta diretamente ligada ao nosso Sol, talvez as mesmas condições que tornaram possível o aparecimento da vida na Terra também tenham sido alcançadas em um sistema planetário de alguma gêmea solar. Talvez seja até possível, através da observação de gêmeas e análogas solares, encontrar

algum tipo de “assinatura” espectral que evidencie a presença de planetas terrestres (telúricos), como discutido mais adiante.

Strobel (1981) selecionou algumas estrelas do tipo solar, já estudadas anteriormente, com base em magnitude absoluta, temperatura efetiva que se acredita serem bem próximos dos solares. Hardorp chegou a conclusão que as estrelas que apresentavam esses parâmetros próximos ao do Sol, tinham um B-V em torno de 0,66 mag. Ou seja, estrelas com B-V próximos a 0,66 mag não poderiam ser ignoradas como possíveis candidatas a uma gêmea solar. Atualmente, uma estimativa das cores do Sol é ainda fonte de discussões entre pesquisadores. Porto de Mello (1997) apresenta um valor de B-V igual a $0,648 \pm 0,006$, Pasquini et al. (2008) encontrou um B-V de 0,649. Strobel et al.(1993) com base na análise as estrelas 16 Cyg A e B, segundo ele gêmeas solares (apesar de essas duas estrelas serem um pouco mais evoluídas), assumiu que o B-V solar é de 0,65. Embora ainda não se tenha chegado a um consenso sobre o valor real de B-V solar esse valor deve estar entre 0,619 até 0,686 (GRAY, 1992 apud GRAY, 2005). O melhor valor considerado atualmente é 0.656 ± 0.008 (GRAY, 2005).

A Tabela 1 mostra outros valores para o B-V solar de outros autores, extraído de Straizys et al. (1994).

Tabela 1 - Índices de cores U-V e B-V de outros autores

Source	<i>U-V</i>	<i>B-V</i>
Neckel and Labs (1984)	0.78	0.64
Lockwood et al. (1992)	(0.73)	(0.60)
Makarova et al. (1989)	0.77	0.62
Average for the Sun	0.77	0.63
Kurucz (1991)	0.78	0.66
HD 186408 (16 Cyg A)	0.83	0.64
HD 186427 (16 Cyg B)	0.86	0.66
HD 28099 (VB 64)	0.86	0.66
Average for the analogs	0.85	0.65

Fonte: Straizys et al. (1994).

1.3 - Fotometria de Gêmeas Solares

Conhecer melhor fotometricamente o Sol foi o primeiro passo para a busca de gêmeas solares. Segundo Cayrel de Strobel (1988) é mais interessante procurar estrelas que sejam parecidas com o Sol, pelo menos fotometricamente, do que se procurar ao acaso estrelas do grupo espectral do Sol, ou de tipo espectrais anteriores ao do Sol. E esta é a intenção deste trabalho: selecionar fotometricamente possíveis estrelas gêmeas solares usando o instrumento FOTRAP (fotometria rápida) do Observatório do Pico dos Dias utilizando os filtros UBVR de Jhonson, colocando a prova a idéia de que estrelas com índice de cor B-V parecidos terão outros parâmetros estelares também parecidos através de espectroscopia para a obtenção destes parâmetros atmosféricos estelares.

De fato, Cayrel de Strobel (1988) reforça o método de selecionar fotometricamente análogas solares para depois submetê-las a uma mais detalhada análise espectroscópica obtendo resultados interessantes: analisando uma análoga solar selecionada por Hardorp (1978), a estrela HD44594, mostrou a maioria dos seus parâmetros físicos muito próximos aos dos do Sol (dentre uma lista de quatro estrelas: HD76151, HD20630, HD81809 e HD44594). Outro argumento para reforçar o método de seleção fotométrico para identificar possíveis gêmeas solares vem das caixas fotométricas² de Genebra (GOLAY et al. 1977, GOLAY et al., 1977b, GOLAY, 1978 apud CAYREL de STROBEL, 1981). Segundo Golay:

[...] estrelas que estejam na mesma caixa fotométrica de Genebra, isto é, estrelas tendo cores (UBVB₁B₂V₁G) diferindo não mais que 0,01mag de uma dada estrela no centro desta caixa (dizemos que estrelas que estão na mesma caixa fotométrica são estrelas que não diferem muito dessas sete cores) têm aproximadamente o mesmo tipo espectral, a mesma magnitude absoluta, a mesma composição química, o mesmo $v \sin i$, a mesma multiplicidade, a mesma extinção estelar etc., como a estrela central. Talvez da mesma maneira, quase a mesma massa, raio e idade³ (GOLAY apud. CAYREL de STROBEL, 1981).

Este argumento vale para a precisão de 0,01mag no sistema fotométrico de Genebra, para o sistema de Jhonson não é possível dizer que essa mesma precisão seja válida. Entretanto, Hardorp trata da semelhança de B-V no sistema de Jhonson e também como comprovado neste trabalho, a afirmação de Golay sobre a proximidade dos índices de cores entre estrelas também é válida para este sistema fotométrico.

² Caixa fotométrica é um modo de análise fotométrica na qual você compara um conjunto de estrelas com uma determinada estrela. Se as estrelas analisadas têm parâmetros fotométricos bem próximos desta determinada estrela centra pode-se dizer que elas estão na mesma "caixa".

³ Tradução própria.

Estudos sobre a atividade solar também foram feitos observando fotométrica e espectroscopicamente uma gêmea solar. Jeffrey C. Hall (HALL et al., 2007) observaram por 10 anos a estrela 18 Scorpii, que segundo Porto de Mello (PORTO DE MELLO & SILVA, 1997) era a estrela mais parecida com Sol. O resultado dessa pesquisa foi que, durante seu ciclo de aproximadamente sete anos de atividade cromosférica, a estrela 18 Scorpii apresentou uma variação do brilho muito parecido com o do Sol e com uma variação do brilho total de 0,09%, similar com a variação da irradiação total solar durante a década que é de 0,1%.

1.4 - Metalicidade de Gêmeas Solares

Um dos principais parâmetros para a busca e identificação de gêmeas e análogas solares é a metalicidade. Isso porque a sua evolução está diretamente ligada a metalicidade. Através da composição química é possível estimar a idade e a massa de uma estrela usando modelos evolucionários. Especial atenção é dada ao conteúdo de lítio. Lítio é facilmente destruído pela queima nuclear a temperaturas superiores a $2,4 \times 10^6 \text{K}$ e a sua abundância superficial em estrelas da seqüência principal indica o grau de mistura ao qual a estrela já foi submetida o que está ligado a idade desta. A mistura interna e a depleção de lítio estão ligadas também à rotação da estrela e mudanças em sua zona convectiva durante o tempo, e esses parâmetros, por sua vez, são dependentes da massa.

O Sol tem uma baixa concentração de lítio. Entretanto, modelos padrões solares dizem que a quantidade de massa na zona convectiva solar somente representa 2% da massa total da estrela e a temperatura dessa região é muito baixa para a destruição do lítio (NASCIMENTO, 2009). E isto apresenta ser uma contradição entre a depleção observada na fotosfera solar de 2.2 dex^4 (GREVESSE & SAUVAL, 1998 apud NASCIMENTO, 2009) e o que se prevê teoricamente (baixa depleção de modelos evolucionários estelares baseados somente nas misturas padrões).

Pensava-se que o Sol era uma exceção em comparação a outras estrelas do tipo solar (G2) e que tinha uma deficiência de lítio na ordem de 10 em relação a outras estrelas de aproximadamente uma massa solar (LAMBERT & REDDY, 2004 apud NASCIMENTO, 2009) e com isso não seria um bom modelo para a depleção de lítio. Entretanto, essa baixa abundância de lítio está também presente em algumas gêmeas solares já analisadas. Com isso o Sol não seria uma estrela tão distinta comparada a outras gêmeas solares do que aparentava

⁴ Dex é a unidade comumente usada para metalicidade e é a contração de *decimal exponent* (expoente decimal).

ser comparada apenas a estrelas do tipo solar (MELÉNDEZ & RAMIREZ, 2007; PASQUINI et al. 2008).

Usando a idéia de que a estrela originária de uma nuvem de material interestelar tem a mesma composição química desta, Pasquini et al. (2008) procuraram por gêmeas solares no aglomerado aberto M 67. Aglomerados abertos são estrelas que se formaram de uma única nuvem de material interestelar e, portanto, as estrelas deste grupo teriam a mesma composição química. O aglomerado M 67 tem composição química e idade muito parecidas com a do Sol. Desta observação encontraram-se cinco possíveis candidatas a serem verdadeiras gêmeas solares com T_{eff} com não mais que 60K de diferença dos padrões solares. Essas estrelas também apresentaram uma baixa quantidade de Li, bem parecidas com a abundância da fotosfera solar, indicando uma evolução similar.

Para o caso solar, Ramírez et al. (2009), analisou 19 elementos em uma amostra de 64 estrelas com parâmetros fundamentais muito parecidos com o solar. Dentre estas estrelas, aquelas que apresentavam parâmetros com diferenças, na temperatura de 50K, na metalicidade de 0,07 dex e em [Fe/H] de 0,0024 dex dos parâmetros solares eram consideradas gêmeas solares. Essas estrelas se mostraram mais abundantes em elementos refratários (que possuem temperatura de condensação $T_c > 900\text{K}$) do que elementos voláteis ($T_c < 900\text{K}$). Comparando as estrelas da amostra com o nosso Sol, Meléndez et al. (2009) afirmam que na atmosfera da maioria das gêmeas solares encontradas existe uma maior abundância de elementos refratários, que podem formar grãos de poeira, do que no Sol.

Tendo em vista que o conceito de gêmeas solares é que são estrelas idênticas ao Sol e que tiveram uma evolução muito parecida e também são originárias de uma nuvem de gás com composição química inicial muito parecida, essa diferença na abundância de elementos refratários em relação ao Sol pode ser uma pista para se identificar planetas extrasolares telúricos. Ou seja, essa diferença peculiar na composição química solar pode ter sido influenciada pela formação planetária. A sobre abundância de elementos refratários em relação a elementos voláteis, comparando gêmeas solares com o Sol, é de aproximadamente 20% (0.08 dex) (MELENDEZ et al., 2009). Um cálculo de ordem de magnitudes mostra que se a massa total de elementos refratários dos planetas terrestres do sistema solar fosse adicionada na zona convectiva do Sol, essa diferença entre elementos refratário e voláteis quase que desapareceria. Então, se na maioria das gêmeas solares não ocorrer essa diferença nas abundâncias pode indicar que não houve a formação de planetas terrestres durante suas formações. Entretanto o contrário, estrelas apresentarem essas características em sua composição química, pode indicar a presença de planetas terrestres, como no sistema solar.

Se isto for comprovado, se estas características na abundancia de gêmeas solares for mesmo uma assinatura planetária, seria uma nova técnica de exploração por planetas extrasolares. Levando em conta que essa procura será feita em estrelas nas quais tiveram toda sua evolução muito semelhante a do Sol, a chance de se encontrar um sistema planetário semelhante ao solar é considerável.

1.5 - Técnicas Utilizadas neste Trabalho

1.5.1 - Fotometria

Fotometria astronômica é a medida do brilho de objetos no céu. Como o nome sugere é a medida da luz de uma determinada fonte luminosa.

A detecção de objetos estelares, a partir de observações visuais, deriva de um produto integrado da resposta do olho e da distribuição de energia que chega ao observador partindo de uma fonte celeste. Com o avanço dos equipamentos e das técnicas de observação, a medida do brilho dos objetos celestes deixou de ser apenas visual, passando a se ter um modo mais objetivo e reproduzível de medição.

No século XIX, fotômetros começaram a ser utilizados como substituição para o olho humano, mas o termo óptico ainda se mantém para se determinar a região do espectro visível que cobre com uma importante janela da nossa atmosfera, na qual radiação com esse intervalo de comprimento de onda pode atravessar com bastante facilidade. Isto está provavelmente ligado com a evolução biológica do olho humano. O máximo de sensibilidade do olho humano está em um comprimento de onda próximo ao comprimento de onda do máximo da distribuição de energia do Sol versus comprimento de onda (aproximadamente 5500 angstroms). Os fotômetros aumentaram a faixa do espectro ótico, estendendo a faixa mensurável para desde 3000 angstroms (ultravioleta próximo) até 10000 angstroms (infravermelho próximo).

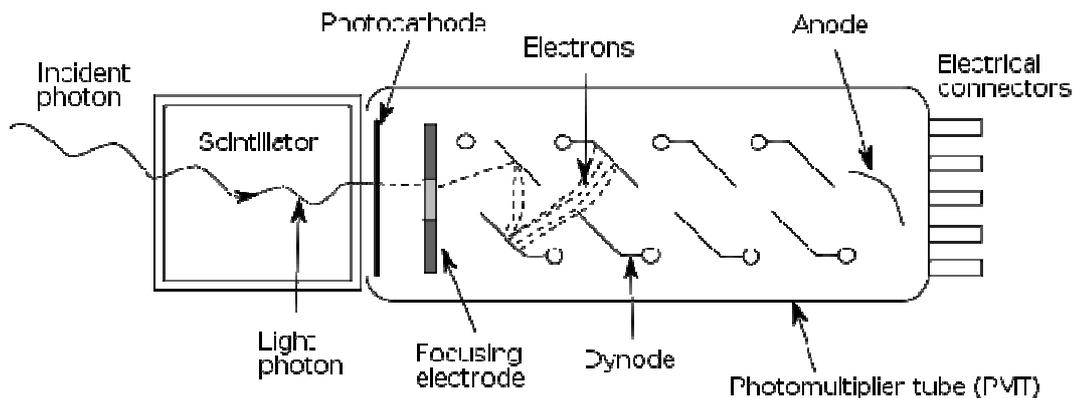
Ligado ao brilho dos objetos celestes está também a cor. Índice de cor mede a diferença de magnitude de um objeto, entre duas bandas de comprimento de onda, geralmente definidas por dois filtros. Filtros estes que permitem a passagem de luz apenas em especificas bandas do espectro eletromagnético. Junto com o brilho, a obtenção dos índices de cores é outro objetivo básico da fotometria.

A principal diferença instrumental entre fotometria e espectroscopia é que fotometria é geralmente feita com a simples interposição de filtros (no caso do FOTRAP são geralmente

utilizados os filtros UBVRI no sistema Jhonson-Cousins) no caminho ótico da luz para o detector, enquanto que na espectroscopia, os instrumentos utilizados na dispersão da luz são muito mais elaborados, como o uso de prismas e redes de difração. Pode-se dizer que fotometria é uma espectroscopia de muito baixa resolução.

O detector usado na fotometria com o FOTRAP é a fotomultiplicadora. A fotomultiplicadora é um detector de contagem de pulso clássico que apesar de ter muitas propriedades desejáveis, incluindo linearidade, tem eficiência quântica de aproximadamente 20%. Em uma fotomultiplicadora elétrons são emitidos de um catodo quando um fóton é absorvido. Este elétron é multiplicado da ordem de 10^6 - 10^9 vezes através de cascata por uma cadeia de diodos que operam em alta voltagem. Diferente dos CCDs, as fotomultiplicadoras podem queimar com excessiva iluminação (GRAY, 2005).

Figura 1 – Exemplo de Fotomultiplicadora



Fonte: <http://en.wikipedia.org/wiki/Photomultiplier>

1.5.1.1 - Magnitudes e Índices de Cores

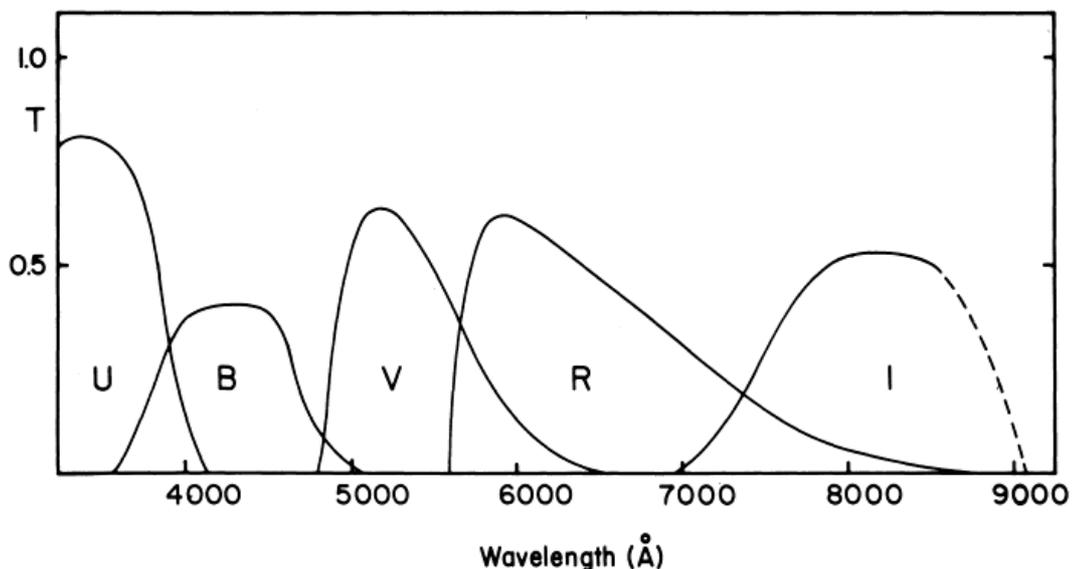
O brilho de uma estrela é comumente expresso por unidades de magnitude. Segundo Budding (1993) o sistema de magnitudes adotado até hoje, vem da mais antiga e conhecida intenção de se catalogar estrelas de forma sistemática, o catálogo de Hiparcos, completado a cerca de 130 AC. As estrelas eram classificadas em classes de magnitudes que variavam de 0, mais brilhantes como a estrela Vega, até 6, no limiar da visão do olho humano. Como o olho humano tem sensibilidade em escala logarítmica, uma estrela de magnitude 2 tem um fluxo aproximadamente 2,5 vezes menor do que uma estrela de magnitude 1, no catalogo que Hiparcos desenvolveu. Nos dias de hoje a unidade de magnitude é definida por:

$$m = -2,5 \log \int_0^{\infty} F_{\nu} W(\nu) d\nu + \text{constante}$$

Onde o fluxo de uma estrela, F_{ν} , que é medida no intervalo espectral $W(\nu)$. A magnitude visual usualmente denominada m_{ν} ou V tem a janela espectral $W(\nu)$, centrada em torno de 500nm (entre o amarelo e o verde) que é o comprimento de onda de maior sensibilidade do olho humano (e também é o intervalo espectral com maior intensidade emitido pelo Sol). Note que a equação tem um sinal negativo que indica, assim como definido por Hiparcos, que conforme mais brilhante é a estrela menor sua magnitude.

Existem vários sistemas padrões de magnitude. O primeiro a ser definido foi o sistema RGU de Becker. Entretanto o mais comumente usado, inclusive o que foi usado neste trabalho, é o sistema UBV de Johnson e sua extensão para cobrir outras bandas de magnitude de RIJKLMNH. Outros mais usualmente usados são os sistemas uvby, o sistema UBVB₁B₂V₁G de Geneva e o sistema DDO. As bandas de transmissão de magnitude padrão são definidas em termos do filtro e da resposta do detector. (GRAY, 2005). A curva de transmissão do sistema UBVR_I usado na montagem do FOTRAP é mostrada na Figura 2.

Figura 2 - Curvas de transmissão para a combinação de filtros UBVR_I de Johnson usada no FOTRAP



Fonte: Graham (1982)

Através da comparação de magnitudes da mesma estrela em diferentes bandas do espectro é possível ter uma idéia da forma geral do espectro desta estrela. Esta comparação de

magnitudes é então chamada de índice de cor. Os índices de cores B-V e U-B estão relacionados com o fluxo e a transmissão através das equações:

$$B - V = -2,5 \log \left(\frac{\int F_{\nu} W_B(\nu) d\nu}{\int F_{\nu} W_V(\nu) d\nu} \right) + 0,710$$

$$U - B = -2,5 \log \left(\frac{\int F_{\nu} W_U(\nu) d\nu}{\int F_{\nu} W_B(\nu) d\nu} \right) - 1,093$$

Onde F é o fluxo da estrela e W é considerado no intervalo espectral (ν) (GRAY, 2005).

As constantes, por definição, são ajustadas para garantir que ambos valores são zero para uma estrela A0 V, e seu valor vem de fotometria absoluta. O índice de cor B-V é uma medida que é relativa à temperatura da estrela através da inclinação do contínuo de Paschen.

1.5.1.2 - Curva de Extinção

Parte da luz da estrela que se observa em solo foi absorvida ou espalhada pela atmosfera terrestre, por isso, para se estimar a intensidade luminosa dessa estrela, sem a interferência das variações de atmosfera, é preciso estimar a quantidade de luz que foi absorvida e espalhada nesse processo.

Para se estimar a extinção da luz, primeiramente é necessário se estimar o quanto de atmosfera a luz atravessou até chegar ao telescópio, ou seja, a massa de ar que foi atravessada pela luz. Uma estrela que está no zênite tem, por definição, massa de ar X igual a 1 e conforme a estrela se aproxima do horizonte a massa de ar aumenta. A massa de ar relativa, X , pode ser expressa pela secante da distância zenital, z :

$$\sec z = (\sin\phi \sin\delta + \cos\phi \cos\delta \cosh) - 1$$

Onde ϕ é a latitude do local da observação, δ a declinação da estrela e h o ângulo horário.

Para se estimar o fluxo luminoso da estrela fora da atmosfera, é necessário que se determine quanto da luz foi absorvida/espalhada pela atmosfera (extinção). Para isto é determinada uma curva de extinção em função da massa de ar. É possível obter uma curva de extinção através da observação de estrelas padrões (estrelas com brilho não variável e muito

bem conhecido). São estimadas as magnitudes em cada um dos filtros (no caso deste trabalho UBVRI) para cada uma das estrelas padrões em diferentes massas de ar e isso servirá como base para a calibração das magnitudes das outras estrelas. As estrelas padrões usadas quando se trata de fotometria fotoelétrica são geralmente as UBVRI *standard stars in the E-regions* (GRAHAM, 1982).

Considere que a luz atravessa um material absorvedor de espessura igual a dX e que a fração absorvida de um feixe de luz de intensidade I é τdX . A quantidade de radiação absorvida será então $I\tau dx$, que na forma integral é representada por:

$$dI = - I\tau dX$$

Que integrada ao longo de todo o percurso X , por onde passa o feixe de luz resulta em:

$$\log I = \log I_0 - \tau X$$

Onde I_0 e I são as intensidades do feixe inicial e final, respectivamente. Em magnitudes esta relação pode ser descrita da forma a seguir:

$$\begin{aligned} m_0 &= m - 2.5 \tau X, \\ m_0 &= m - kX \end{aligned} \tag{1}$$

Onde k é o coeficiente de extinção.

A partir das medidas das estrelas padrões em diferentes massas de ar, para a mesma noite de observação, é possível determinar k através da Equação (1), sendo k o coeficiente da reta de magnitude versus massa de ar. Um exemplo para a curva de extinção é mostrado na Gráfico 1.

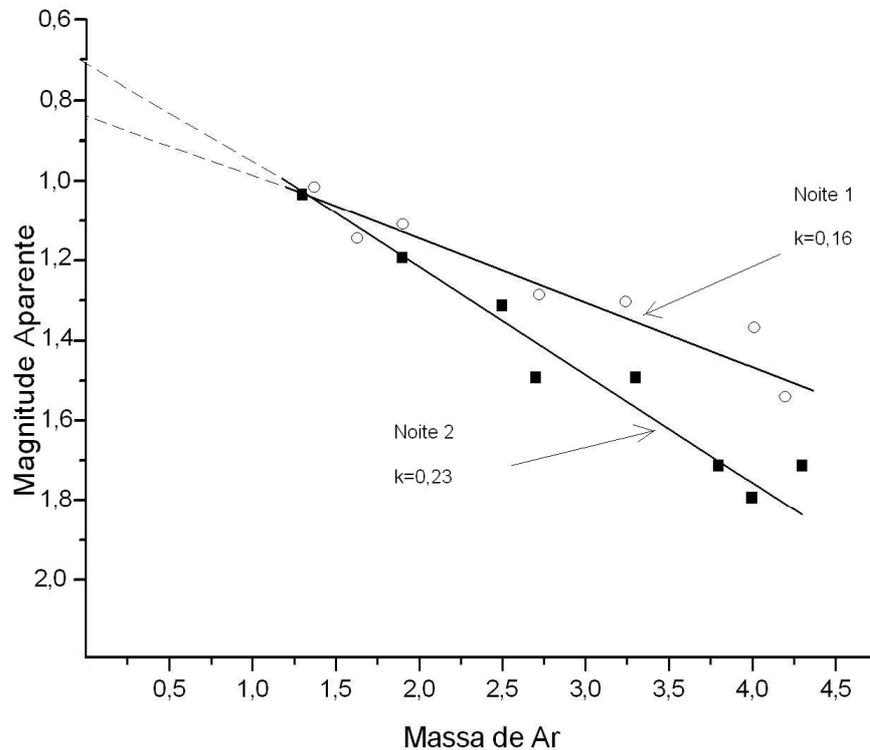


Gráfico 1 - Exemplo de curva de extinção

Fonte: Elaboração própria.

A extinção não só diminui o brilho da estrela, mas também deixa os objetos mais avermelhados. Isso é devido à maior facilidade com que os comprimentos de onda da banda do vermelho atravessam a atmosfera sem serem muito dispersados ou absorvidos por esta, ao contrário do que acontece com a banda do azul. Na atmosfera terrestre os agentes que mais contribuem para a extinção são as moléculas como a de H_2O , O_2 , OH e O_3 . A partir da curva de extinção é possível então determinar a magnitude das estrelas fora da atmosfera e também determinar os índices de cor das mesmas.

1.5.2 - Espectroscopia

Espectroscopia surgiu do estudo da interação entre luz e matéria. Vários cientistas, incluindo Isaac Newton, já tinham observado que a luz ao atravessar meios de índice de refração diferente e em determinados ângulos, geravam um “espectro” luminoso colorido. Mais adiante outros pesquisadores como Kirshof, Bunsen e Fraunhofer observaram linhas escuras e claras sobre estes espectros de cores em laboratório e até em estrelas. Mas o

conceito e a explicação física por trás deste fenômeno demoraram muito tempo para ser compreendidos.

Em 14 de dezembro de 1900 Max Planck apresentou para a Sociedade Alemã de Física seu artigo “Sobre a Teoria da Lei de Distribuição de Energia do Espectro Normal”. Neste trabalho, Planck descreve a radiação eletromagnética emitida por um corpo negro a uma dada temperatura T (Gráfico 2). Um corpo negro é definido por um corpo que somente uma parte muito pequena de sua radiação interna é emitida pela superfície, mantendo assim o equilíbrio termodinâmico (como o exemplo proposto por Planck do *container* aquecido com um pequeno buraco aonde apenas uma pequena parte da radiação eletromagnética em seu interior escapava).

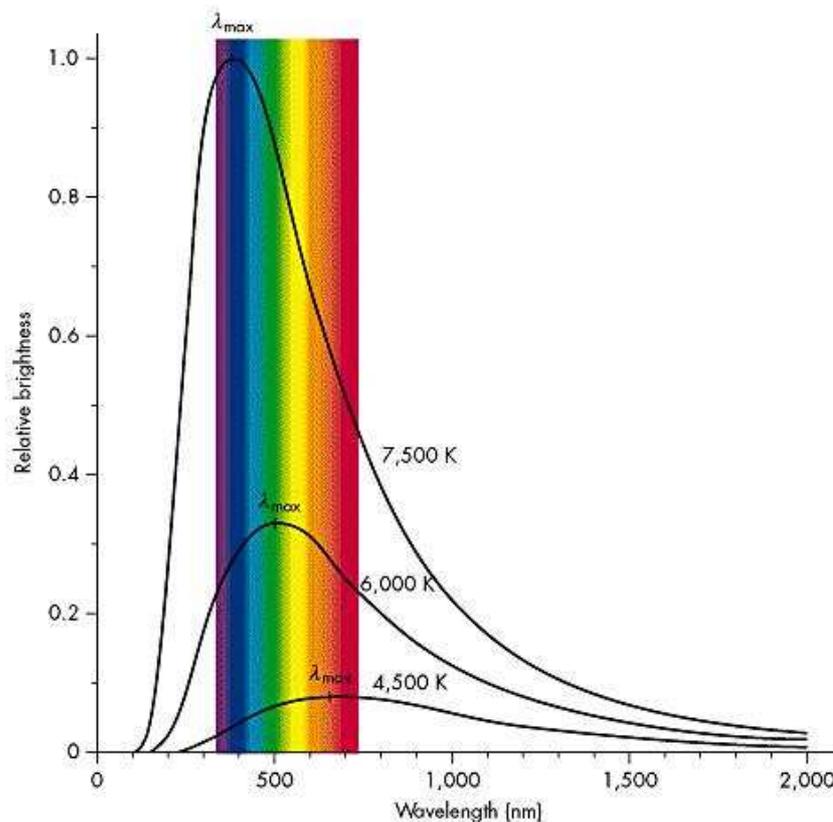


Gráfico 2 - Curva de radiação de um corpo negro

Fonte: <http://physics.weber.edu/palen/Phsx1040/Lectures/Ltempmotion.html>

As leis da radiação de corpo negro só se aplicam a corpos que se encontram em equilíbrio termodinâmico. Um corpo em equilíbrio termodinâmico tem cada processo físico balanceado pelo seu inverso. Considerando que as emissões são isotrópicas pode-se considerar uma estrela sendo um corpo negro, pois fótons que foram emitidos abaixo da fotosfera logo serão absorvidos, pois a profundidade óptica até a superfície é suficientemente

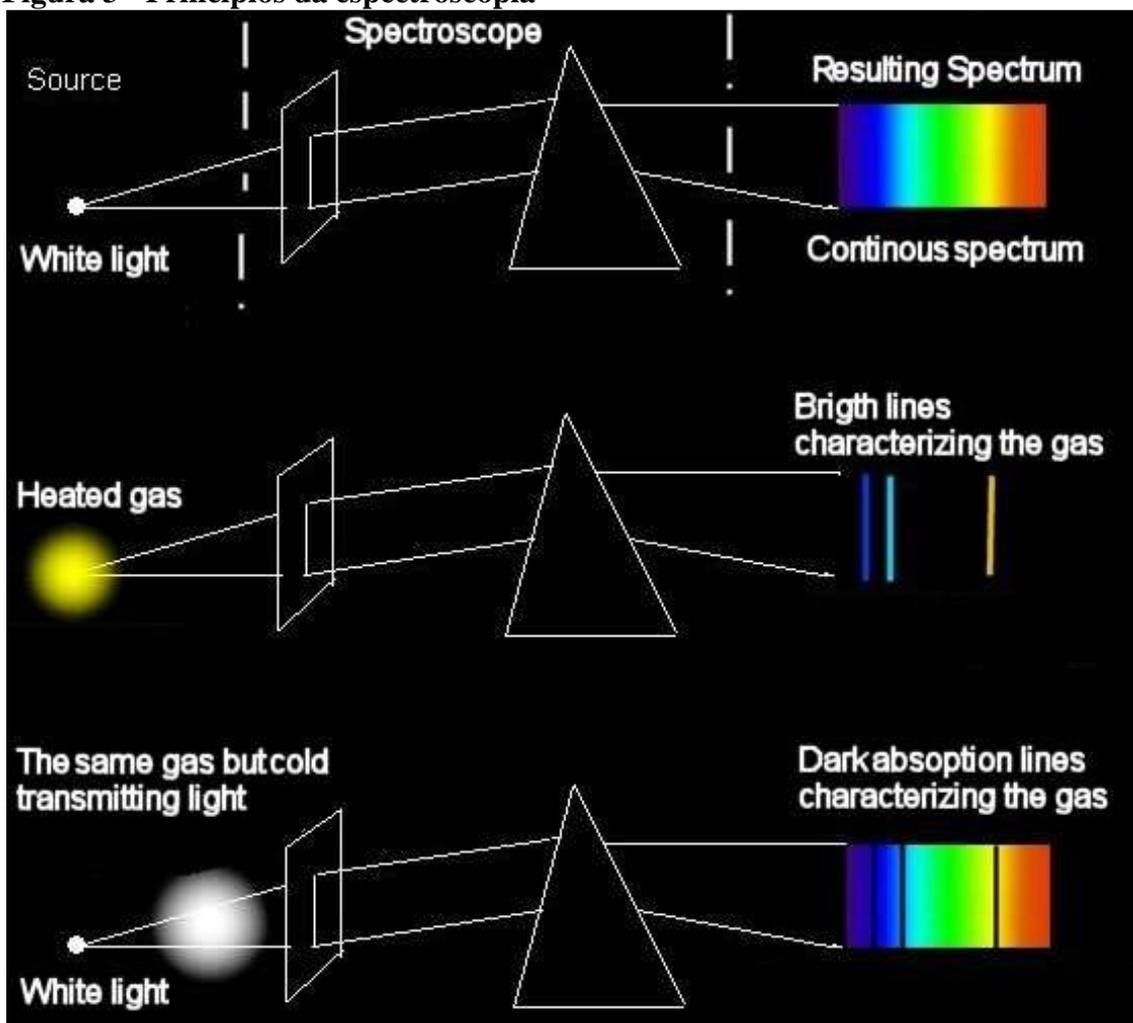
grande para impedir que a maioria dos fótons escapem (GRAY, 2005). Quanto mais externas as camadas de uma estrela, mais a região se distancia de um corpo negro, pois a perda de fótons se torna mais significativa. A transição entre o caso quase perfeito de equilíbrio termodinâmico local, no fundo da fotosfera, para o caso de total desequilíbrio termodinâmico, no topo da atmosfera solar, ocorre de forma contínua.

Considerando-se a estrela em equilíbrio termodinâmico local é possível traçar a curva do espectro eletromagnético contínuo de um corpo com base em sua temperatura, assim como o caminho inverso, ter uma estimativa de sua temperatura com base no espectro de um dado corpo. Com a função de Wien, que é proveniente da equação de distribuição de energia de Planck, é possível estimar a temperatura de um corpo com base no pico de emissão do espectro.

Quando a luz emitida deste corpo negro aquecido passa através de uma região que contém um gás frio e depois por algum elemento dispersivo é possível notar a presença de linhas escuras em comprimentos de ondas discretos no espectro contínuo. Estas linhas escuras são linhas de absorção. Essas linhas de absorção são formadas devido a transição eletrônica do tipo ligado-ligado que consiste em um elétron que está ligado ao núcleo atômico devido a força coulombiana que recebe a energia específica para este mudar de nível energético. A energia que o elétron “preso” em campo potencial recebe para mudar de nível é quantizada, e esta energia está associada a um comprimento de onda e frequência bem definidos através da relação, proposta por Einstein, $E=h\nu$, onde h é a constante de Planck e ν a frequência. Por isso a existência de linhas escuras em comprimentos de ondas bem discretos.

O espectro de uma estrela é como descrito acima, o núcleo se comporta como um corpo negro incandescente emitindo um espectro contínuo em grande intervalo de comprimento de onda e a atmosfera estelar se comporta como o gás frio onde são formadas linhas de absorção. Isto é verdade para estrelas mais frias do tipo FGKM onde os elementos contidos na atmosfera não estão completamente ionizados. Por esse motivo, não podemos ter informação direta dos elementos nas camadas mais internas de uma estrela, mas a informação obtida da atmosfera serve como indicador sobre o que acontece no interior estelar.

Figura 3 - Princípios da espectroscopia



Fonte: <http://www.amateurspectroscopy.com/Spectroscope.htm>

Foi somente em 1913 que Niels Bohr veio a explicar o porquê das linhas espectrais com a formulação de um novo modelo atômico, entretanto, em 1814, o alemão Joseph Fraunhofer já tinha observado linhas de absorção no espectro solar. Ele catalogou 475 linhas escuras que ele observou no espectro da luz solar. Essas linhas escuras já eram conhecidas na época, mas Fraunhofer foi o primeiro a associar essas linhas escuras do Sol com linhas de elementos conhecidos, obtidos em laboratório. Nessa época já haviam verificado essas linhas quando sal era colocado na chama: o sal emite uma luz bem peculiar. Foi comparando essas linhas, obtidas em laboratório, com as linhas do Sol que se descobriu a presença de sódio em nossa estrela. Foi então que surgiu a espectroscopia. Outro exemplo interessante foi a descoberta de um elemento, que até então era desconhecido na Terra, mas presente no Sol. Para este elemento novo foi dado o nome do deus grego Hélio, o deus do Sol.

Com esta técnica é possível não só detectar elementos presentes na atmosfera solar e de outras estrelas, mas também medir a abundância destes. Isto é possível através de modelos atmosféricos teóricos que são usados para comparação com o espectro real observado. Programas como *Spectrum* são capazes de construir um espectro sintético através de modelos atmosféricos. Através deste espectro sintético que obtemos os parâmetros fundamentais da estrela observada tais como a temperatura efetiva, a gravidade superficial assim como a metalicidade.

1.5.2.1 - Modelos Atmosféricos

Como a formação do espectro eletromagnético envolve uma quantidade muito grande de variáveis físicas, não é possível obter empiricamente todos os parâmetros físicos de uma estrela. Para isso é preciso à criação de modelos hipotéticos que reproduzem com a maior fidelidade possível os processos e características físicas presentes em uma estrela. Através destes modelos se é capaz de organizar e relacionar a informação transmitida através do espectro (GRAY, 2005) e com isso calcular parâmetros estelares de uma estrela que se encaixa em determinado modelo. Os modelos usados nesse trabalho foram os de Kurucz, que foram calculados usando o ATLAS9 (KURUCZ, 1970). Os modelos de Kurucz apresentam informações sobre a profundidade óptica⁵, temperatura, pressão do gás, pressão de elétrons⁶, coeficiente de absorção de Rosseland⁷.

1.5.2.2 - Equilíbrio Termodinâmico Local

Como dissemos acima, o interior de uma estrela pode ser aproximado por um modelo de corpo negro, mas devido á radiação emitida e a efeitos de convecção e outros, a adoção de uma condição de equilíbrio termodinâmico para uma estrela pode ser apenas aproximada. Em geral, adota-se a condição de equilíbrio termodinâmico local (LTE) como uma boa aproximação para os modelos de atmosfera. Neste trabalho adotamos modelos que utilizam esta aproximação. Com a melhoria das observações e da capacidade computacional para se calcular e utilizar modelos de atmosfera, modelos que não utilizam esta aproximação e levam em conta o fluxo de energia (não-LTE) estão cada vez mais difundidos.

⁵ Profundidade Óptica diz respeito a quantidade de luz que foi absorvida ou espalhada em seu caminho óptico.

⁶ Pressão devida a elétrons livres proveniente de átomos ionizados.

⁷ Coeficiente de absorção de Rosseland é usado como peso na função usada no calculo da opacidade média ponderada.

1.5.2.3 - Largura Equivalente

Largura equivalente (W) de linhas espectrais é a medida da área de uma linha de absorção perfeitamente retangular em um gráfico da intensidade versus o comprimento de onda. Sendo F_c o fluxo do espectro contínuo e F_λ o fluxo da linha, a largura equivalente é definida por:

$$W_\lambda = \int_0^\infty \left(1 - \frac{F_\lambda}{F_c}\right) d\lambda$$

A largura equivalente é usada para medir a intensidade de uma linha. O uso da largura equivalente é muito conveniente, pois a forma da linha espectral pode variar dependendo do objeto que está produzindo estas linhas ou do equipamento que está sendo utilizado. Um exemplo disso é o alargamento das linhas devido ao efeito Doppler gerado pela distribuição de velocidade de átomos e moléculas na estrela. Um dos mais importantes casos é o efeito Doppler termal causado pelo movimento térmico desses átomos e moléculas. Devido a esse movimento, os fótons emitidos se deslocam do centro da linha causando o alargamento desta e, conseqüentemente, diminuindo a força da linha. Entretanto, a medida da largura equivalente tende a levar em conta esses fótons dispersados devido ao alargamento intrínseco da linha ou de um detector de baixa resolução.

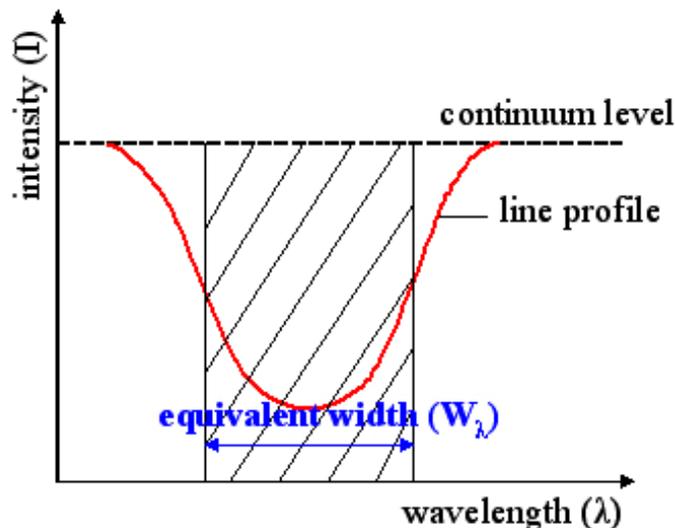


Gráfico 3 - Definição de largura equivalente

Fonte: Wikipedia

A largura equivalente de linhas espectrais depende do coeficiente de absorção e também do número de absorvedores, vindos da equação de Boltzmann (2) e Saha (3), como descrito em Gray (2005):

$$\frac{N_n}{N} = \frac{g_n 10^{-\theta(T)\chi_n}}{u(T)} \quad (2)$$

A equação acima representa a razão do número de átomos por unidade de volume em um nível n pelo número total de átomos do mesmo elemento. Onde g_n é o peso estatístico tendo $\theta(T) = 5040/T$ e $u(T) = \sum g_i e^{\chi_i/kT}$ a função de partição sendo χ_n a energia de excitação para o nível n e k a constante de Boltzmann.

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

Esta equação é usada para tratar com a ionização de elementos para um gás no qual ocorrem colisões. Onde N_{I+1}/N_I é a razão entre o número de íons em um dado estado de ionização, $u_{I+1}(T)/u_I(T)$ é a razão de respectivas funções de partições, m_e é a massa do elétron, h é a constante de Planck, P_e é a pressão de elétrons e E_I é o potencial de ionização.

E isto implica que a força ou largura equivalente é função da temperatura, da pressão de elétrons e de constantes atômicas. Abaixo estão descritos os principais fatores sobre as linhas de absorção e seus efeitos.

1.5.2.4 - Dependência com a Temperatura

A temperatura é a variável mais importante para a força da linha de absorção (GRAY, 2005). Isto vem da dependência exponencial e multiplicativa da temperatura no processo de excitação e ionização, como visto nas equações (2) e (3).

O Gráfico 4 mostra o comportamento para a largura equivalente de linhas fracas típicas de metais em relação a temperatura.

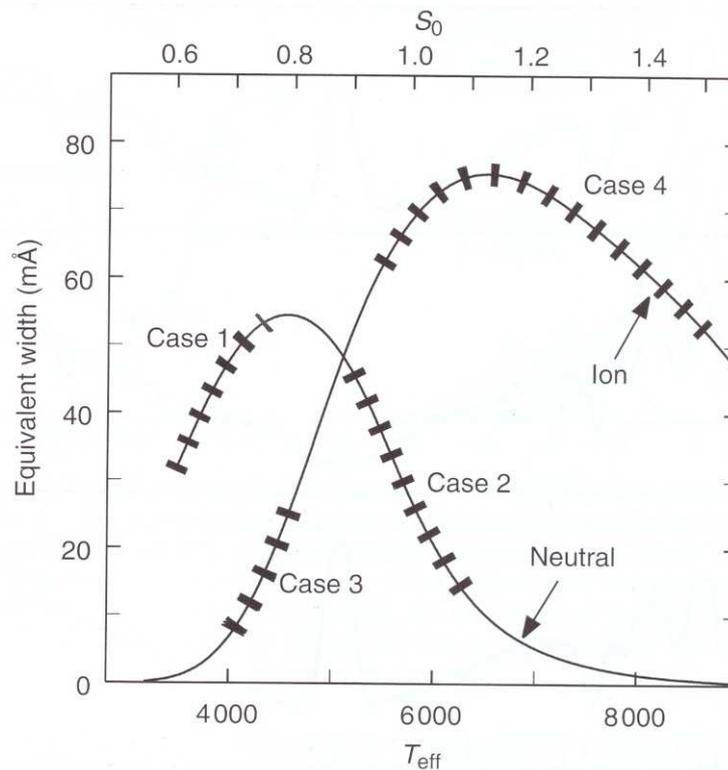


Gráfico 4 - Típicas linhas fracas de metais mostrando a variação na largura equivalente em função da temperatura

Fonte: GRAY (2005).

- Caso 1: Linha fraca de espécie neutra com o elemento em sua maioria neutro;
- Caso 2: Linha fraca de uma espécie neutra com o elemento em sua maioria ionizado;
- Caso 3: Linha fraca de um íon com o elemento em sua maioria neutro;
- Caso 4: Linha fraca de um íon com o elemento em sua maioria ionizado.

Seria normal esperar que, com o aumento da temperatura, a largura equivalente também aumente. Entretanto isso só é verdade para o caso 1 e 3 que são mais importantes em estrelas mais frias.

Para estrelas do tipo solar, o caso 2 e 4 são predominantes. Linhas de espécies neutras solares tendem a diminuir com o aumento da temperatura, entretanto, para as espécies ionizadas acontece o oposto.

1.5.2.5 - Dependência da Pressão

Existem três meios para se perceber os efeitos da pressão na formação das linhas. O primeiro é uma mudança na razão de absorvedores de linha para a opacidade⁸ do contínuo (equilíbrio de ionização). A segunda maneira vem da sensibilidade da pressão de linhas fortes e a terceira é a dependência da pressão do alargamento linear de Stark para o hidrogênio.

A pressão do gás e a pressão de elétrons estão relacionadas aproximadamente por $P_g \approx \text{constante } P_e^2$, para estrelas frias. Tendo que a pressão é controlada pela gravidade superficial, que é aproximadamente $P_g = \text{constante } g^{2/3}$ e $P_e = \text{constante } g^{1/3}$, podemos dizer que a pressão é dependente da gravidade superficial. Pelo menos para estrelas do tipo espectral F,G e K, onde essa relação é válida.

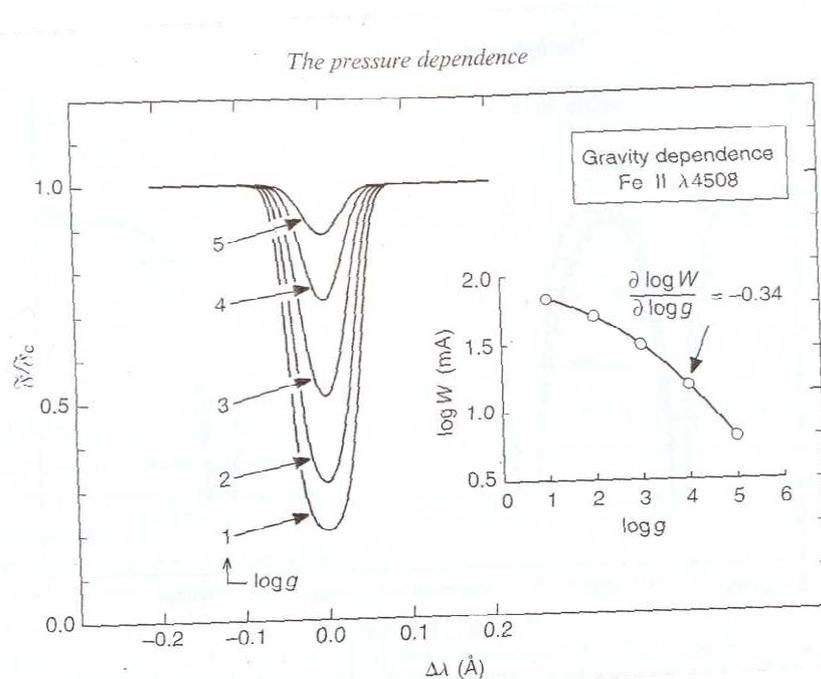


Gráfico 5 - Perfis calculados para a linha de FeII para o comprimento de onda 4508Å para vários valores da gravidade superficial ($\log g \text{ cm/s}^2$). O gráfico menor mostra a mudança na largura equivalente

Fonte: GRAY, 2005.

O Gráfico 5 mostra um exemplo da dependência da largura equivalente com a diminuição da gravidade superficial para uma linha iônica de FeII de comprimento de onda 4508Å.

⁸ Opacidade é a medida da impermeabilidade de um meio a radiações eletromagnéticas. Este é um termo mais comumente usado para luz visível.

A dependência da pressão pode ser estimada considerando a razão de linhas para os coeficientes de absorção do contínuo. Em estrelas frias podemos dizer que:

- Linhas fracas formadas por íons ou átomos onde a maioria do elemento está no próximo estado de ionização mais alto, não são afetadas por mudanças na pressão;
- Linhas fracas formadas por íons ou átomos onde a maioria do elemento está no mesmo estado de ionização são sensíveis a mudanças na pressão. Baixas pressões causam linhas mais fortes;
- Linhas fracas formadas por íons ou átomos onde a maior parte do elemento está no próximo estado de ionização mais baixo são muito sensíveis a mudanças na pressão. Baixas pressões causam linhas mais fortes.

Para estrelas do tipo solar onde os metais estão ionizados, as duas primeiras constatações são predominantes. Com isso, podemos dizer que em estrelas do tipo F, G e K, linhas de FeII são sensíveis a mudança de pressão enquanto as linhas de FeI são quase que independentes de mudanças na pressão. Lembrando que mudanças na pressão também representam mudanças na gravidade.

1.5.2.6 - Dependência da abundância

Com o aumento da abundância, é esperado que a força da linha aumente. Isso ocorre pois com um aumento na abundância ocorre um aumento no $\log(gf)$, que é o logaritmo da probabilidade de uma dada transição ocorrer e com isso um aumento da largura equivalente. Entretanto a relação da variação da abundância com a largura equivalente não é linear, como mostra o Gráfico 6 que mostra uma curva de crescimento típica.

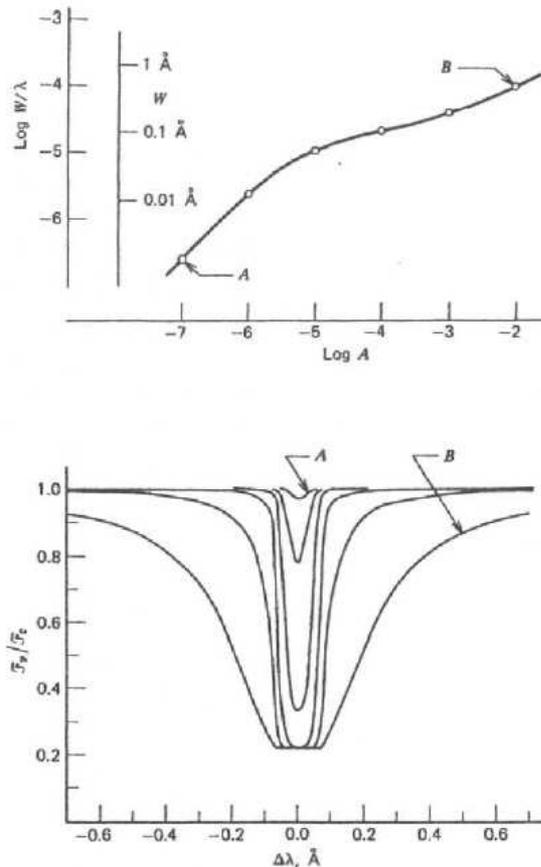


Gráfico 6 - Variação da intensidade da largura equivalente em função da abundância. Os pontos na curva de crescimento da figura acima correspondem aos perfis da figura abaixo

Fonte: GRAY (2005)

O Gráfico 6 também mostra três tipos de comportamento. Na primeira parte da curva de crescimento a linha mostra um crescimento linear da largura equivalente com o crescimento da abundância. Esta região do gráfico é chamada de regime das linhas fracas. A segunda fase ocorre quando a profundidade central se aproxima do seu valor máximo e com isso a linha satura. A saturação cresce assintoticamente para um valor constante. O terceiro regime começa quando a profundidade ótica nas asas da linha fica mais significativa se comparadas com a absorção do contínuo.

Neste trabalho, a análise espectral foi de linhas fracas, pois as estrelas são do tipo solar, então somente o primeiro regime foi constatado.

1.5.2.7 - Microturbulencia

Microturbulencia (ξ) é um dos fatores que causam o alargamento das linhas de absorção espectral e está associada a movimentos convectivos na direção da linha de visada

de pequenos pacotes de matéria, nos quais as dimensões são pequenas comparadas com a unidade de profundidade ótica. A velocidade desses pacotes de matéria produz deslocamentos Doppler e conseqüentemente alargamentos nas linhas de absorção. Este mecanismo está presente em estrelas de pouca massa que possuem envelopes convectivos e podem aparecer em estrelas mais massivas que tem uma fina camada convectiva no seu interior e pode causar turbulência em sua superfície através de emissão de acústica e ondas gravitacionais (GRAY, 2005).

CAPÍTULO 2 - INSTRUMENTAÇÃO UTILIZADA

2.1 - Telescópio Zeiss

O telescópio Zeiss está situado no Observatório Nacional do Pico dos Dias (OPD). Ele foi instalado e entrou em operação no ano de 1983. Ele foi adquirido nos anos 60/70 da antiga Alemanha Oriental em troca de café e ficou armazenado na cidade de Brasópolis, Minas Gerais, até a data de sua montagem. Seu projeto óptico é de um Cassegrain com espelho primário parabólico de 0,6m e secundário hiperbólico de 0,183m. A razão focal do foco Cassegrain é de $f/12,5$. O apontamento deste telescópio é feito manualmente e ele é usado essencialmente para fotometria (LNAa).

2.1.1 - Fotômetro FOTRAP

FOTRAP, de Fotômetro Rápido, é um instrumento do OPD utilizado tanto para se estudar fenômenos de objetos astronômicos cujo brilho varia muito rapidamente quanto para se fazer fotometria quase que simultâneas nos filtros UBVRI em apenas uma medição. Este instrumento foi escolhido para este trabalho devido a sua rapidez na aquisição dos dados e a sua sensibilidade quanto a variações rápidas do céu. O que é ideal para a localização do observatório devido a seu histórico de mal tempo.

O FOTRAP é geralmente usado no telescópio Zeiss, mas ele também pode ser instalado no telescópio de 1,60m. Durante este trabalho, foi usado exclusivamente este telescópio, pois as estrelas da amostra são razoavelmente brilhantes, com magnitudes em torno 8.5mag e também devido à disponibilidade de tempo que este telescópio apresenta.

Alguns estudos científicos usando a técnica de fotometria de alta velocidade, a mesma usada no FOTRAP: determinação do diâmetro estelar através da ocultação da lua, a descoberta de pulsações ópticas no pulsar do Caranguejo, a descoberta da contraparte óptica das pulsações de raios-X em HZ Herculis, o começo do estudo sobre anãs brancas variáveis (JABLONSKI et al., 1994).

Segundo Jabloski (1994), os primeiros trabalhos desenvolvidos usando fotometria simultânea foram feitos por Walraven (WALRAVEN & WALRAVEN, 1960 apud. JABLONSKI et al., 1994). Nesses primeiros instrumentos a luz era separada em diferentes bandas espectrais usando-se um monocromador ou uma cascata de filtros dicróicos e cada canal de luz era dirigida para um detector separado. As vantagens dessa montagem são: a

medida é simultânea e eficiência maximizada. Por outro lado, essa montagem necessita de um arranjo óptico e mecânico muito complexo, incluindo problemas de diferença de sensibilidade nos diferentes detectores e baixas propriedades de transmissão dos filtros dicróicos.

A técnica de fotometria usando apenas um canal é feita usando uma roda de filtros rotativa. A desvantagem deste método é que as medidas não são simultâneas e como se usa apenas um detector para medir a luz, implica em grandes erros no azul para massas de ar muito altas (por este e por outros motivos, foi evitado nesse trabalho observar estrelas com massas de ar maiores que 1,5). Também ocorre um erro muito alto com a rápida variação da fonte ou da transparência do céu.

O FOTRAP, entretanto, é um instrumento que tenta compensar os pontos fracos desta montagem fazendo fotometria usando apenas um caminho para a luz que, através de uma roda de filtros que opera em alta frequência (20-50Hz), obtém medidas em seis diferentes bandas UBVR_I quase que simultaneamente. Esta rapidez na coleta dos dados, usando apenas um detector é a principal vantagem deste instrumento. O FOTRAP foi construído em 1980 e foi sendo implementado com nova eletrônica nos anos seguintes. O FOTRAP já tem mais de 200 noites com dados úteis (JABLOSKI et al., 1994).

2.2 - Telescópio Perkin-Elmer

Este é o principal telescópio do OPD/LNA. Entrou em funcionamento em 1981. O espelho primário tem 1,6 metros de diâmetro e a razão focal no foco Cassegrain é f/10. O projeto óptico é tipo Ritchey-Chrétien. No foco Coudé a razão focal é f/31,2, após algumas conversões, uma vez que o secundário fornece f/150. O telescópio de 1,6m aponta e acompanha alvos no céu sob controle de um programa de computador. O telescópio é utilizado para fotometria, espectroscopia e polarimetria (LNAa).

2.2.1 - Espectrógrafo Coudé

Espectrógrafos de alta-resolução eram em geral muito grandes e pesados para que pudessem ser montados no corpo do telescópio. Além de serem necessários componentes mecânicos muito complexos, potentes e caros para que o telescópio faça um apontamento e acompanhamento preciso com um equipamento pesado montado em seu foco. Montagens assim ainda provocariam flexões no foco dos espelhos que variariam dependo da posição do telescópio. Uma solução mais barata e prática é o espectrógrafo Coudé (GRAY, 2005).

O espectrógrafo Coudé é montado em uma sala, próxima ao telescópio, onde é enviada o feixe de luz proveniente do telescópio através de espelhos (no caso do espectrógrafo do OPD é uma montagem usando-se cinco espelhos com *coatings* especiais para diferentes faixas espectrais). A vantagem de não se ter um espectrógrafo montado diretamente no foco do telescópio é a possibilidade de se ter distâncias focais grandes com o instrumento imóvel tendo o feixe de luz uma orientação horizontal. O motivo para que o Coudé tenha grande distancia focal vem da equação:

$$\Delta\lambda = -\frac{W' d}{f_{\text{col}} n} \cos\alpha$$

É necessário que $\Delta\lambda$, que é a resolução espectral, tenha um valor pequeno, ou seja, quanto menor $\Delta\lambda$ melhor a separação entre dois pontos no espectro o que se traduz como tendo uma maior resolução. Tendo que a abertura da fenda W' grande o suficiente para que a maior parte da luz vinda da estrela entre pelo espectrógrafo e razão de distância entre as ranhuras na rede de difração e ordem de difração constantes, d/n , somente se tem a distância focal do colimador f_{col} como parâmetro livre. Com isso quanto maior a distância focal do colimador melhor a resolução espectral (GRAY, 2005).

2.3 - Descrição do FOTRAP

A descrição do instrumento FOTRAP pode ser encontrada tanto no seu manual de operação (LNAb) quanto em Jabloski et al. (1994).

A montagem consiste em duas caixas de alumínio com 9 mm de espessura que guardam os vários componentes mecânicos. A parte superior do FOTRAP é montada com uma ocular que provê um campo de visão de 12' no telescópio de 0,6m. A luz pode ser dirigida para a ocular ou para o detector através de um espelho de 45°. Se a luz não é dirigida para a ocular ela vai direto para a roda de diafragmas.

A roda de filtros é girada por um motor acoplado diretamente a esta, sendo a roda formada por um disco de acrílico que tem seis seções circulares para comportar as diferentes combinações de filtros. O disco é estaticamente balanceado com cuidados na distribuição de pesos de cada filtro usando, em alguns casos, é usado vidro comum como um contra peso. A roda de filtros pode ser posicionada por uma seqüência de pulsos para qualquer filtro individual ou ser colocada em movimento a 1200rpm. Um arranjo de fendas na parte exterior

da roda marca o começo e o final de cada segmento de filtro, por meio de um par de LED-fototransmissor. Os sinais correspondentes são transmitidos e processados pela estação remota.

A roda de diafragmas também é diretamente acoplada a um motor. Nela existem nove diafragmas disponíveis, cujos diâmetros são fornecidos na Tabela 2.

Tabela 2 - Diâmetros dos diafragmas do FOTRAP

NÚMERO	DIÂMETRO (arcsec)
1	52,2
2	41,2
3	33,0
4	27,7
5	19,2
6	16,5
7	13,7
8	11,0
9	164,9

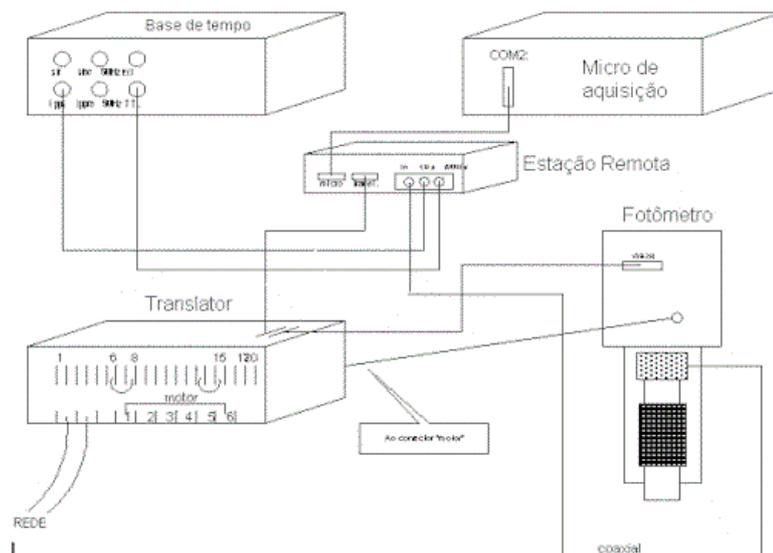
Fonte: JABLOSKI et al. (1994)

A centralização do alvo é feita com a ajuda de um espelho a 45°, que reflete a luz para um intensificador de imagem compacto acoplado abaixo do diafragma e as rodas de filtro. Depois de passar pelo filtro e diafragma, o feixe óptico vai para uma fotomultiplicadora resfriada termoeletricamente. O FOTRAP usa um tubo de arseneto de gálio, da marca Hamamatsu, operado a 1600 V em temperaturas entre -25° C até -10° C, dependendo da condição do ambiente.

O sistema de controle é composto de uma estação remota, tradutor e um relógio. A estação remota contém um microprocessador Z80 que é encarregado das funções básicas como a posição do diafragma e a roda de filtros, a aceleração e desaceleração da roda de filtros, ler e acertar o relógio assim como ler o contra pulso.

O sistema de aquisição manda comandos para a estação remota e recebe de volta pacotes com dados. O programa de aquisição envia dados em tempo real e informações estatísticas sobre os dados coletados.

Figura 4 - Diagrama do FOTRAP



Fonte: LNAb.

O FOTRAP tem três modos de operação: "rápido eletrônico", "rápido mecânico" e "magnitudes e cores". O modo rápido eletrônico é usado para monitoria, fazendo observações em um único filtro com a roda de filtros parada. O tempo de integração pode chegar a 1 ms com período de tempo inativo de 100 μ s entre integrações (JABLOSKI et al., 1994). O limite inferior para o tempo de integração é definido pela transmissão de dados via linha serial. O *software* do FOTRAP apresenta o gráfico da medida durante a obtenção destes.

O modo rápido mecânico é usado para fazer monitorias nos seis filtros com a roda de filtros em movimento. Neste modo o FOTRAP, a cada volta do filtro, produz 6,2 ms de dados em cada filtro. Depois de certo número voltas a soma dos dados é mandada para o sistema de aquisição. O observador pode estipular o período de tempo que esses dados serão enviados para o sistema de aquisição, configurando tanto o tempo de integração como a resolução temporal. O tempo de integração é o tempo gasto medindo cada filtro e a resolução temporal é o intervalo de tempo onde pacotes de dados nos seis filtros são gerados. Neste trabalho, este modo foi usado para fazer corrente escuro.

Existe também o modo magnitudes e cores. Este modo também usa a roda de filtros em movimento e é usado para imagens rápidas de objetos, como também para monitoria. O sistema de aquisição recebe pacotes de informação a cada 3,2 s e mostra as estatísticas da medida na tela de cada filtro (média, soma, erro da média, tempo decorrido, tempo de integração em cada filtro).

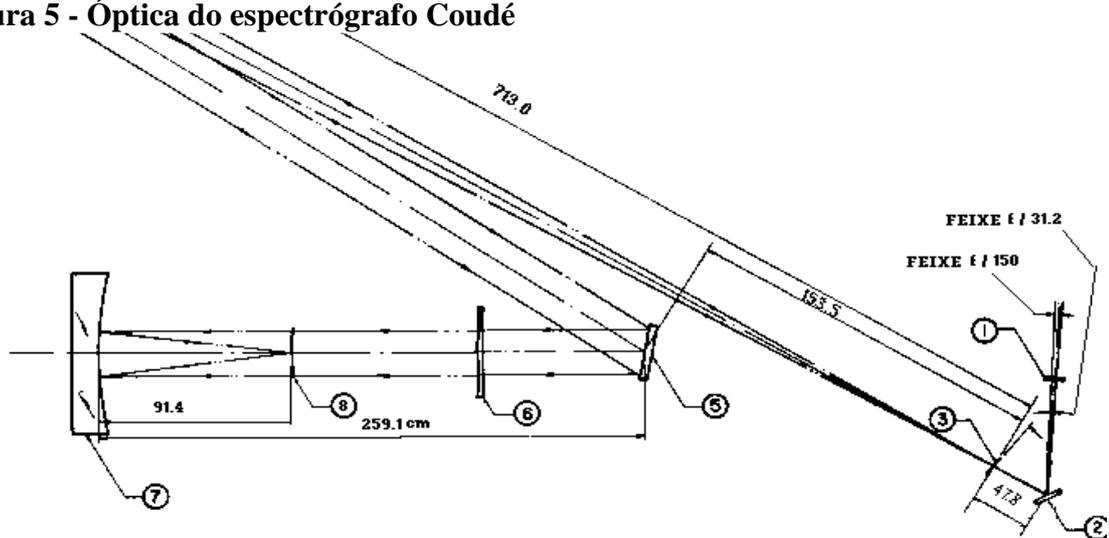
Para que o FOTRAP conclua a aquisição dos dados nos filtros UBVRI existem três meios: determinando a precisão no filtro com pior estatística na contagem de fótons (filtro U), determinando o tempo de integração em cada filtro ou a qualquer momento que o observador escolher terminar suas medidas. Ao medir o céu de fundo o sistema de aquisição dá informação sobre os índices de cores usando valores padrões para os coeficientes de extinção em cada filtro.

Este instrumento, durante a observação, apresenta coeficientes de extinção médios que ajudam em uma análise prévia no momento da aquisição dos dados. Essa média é fruto de 202 noites durante o período de 1988 a 1993. Dessas 202 noites apenas 104 foram, de alguma forma, aproveitadas (JABLOSKI et al., 1994). O programa de aquisição do FOTRAP tem na memória as estrelas padrões *E-Region* de Graham (1982) e Landolt (1983). Foi escolhida as padrões de Graham, pois elas são razoavelmente fracas e também podem ser observadas no telescópio de 1,60m sem ter o problema de alta contagem na fotomultiplicadora, apesar da fotometria deste trabalho ter sido feita essencialmente no Zeiss (60cm). É altamente aconselhável que o observador não observe estrelas mais brilhantes de 7,5 mag sem nenhum tipo de filtro de magnitude.

2.4 - Descrição do Espectrógrafo Coudé do OPD

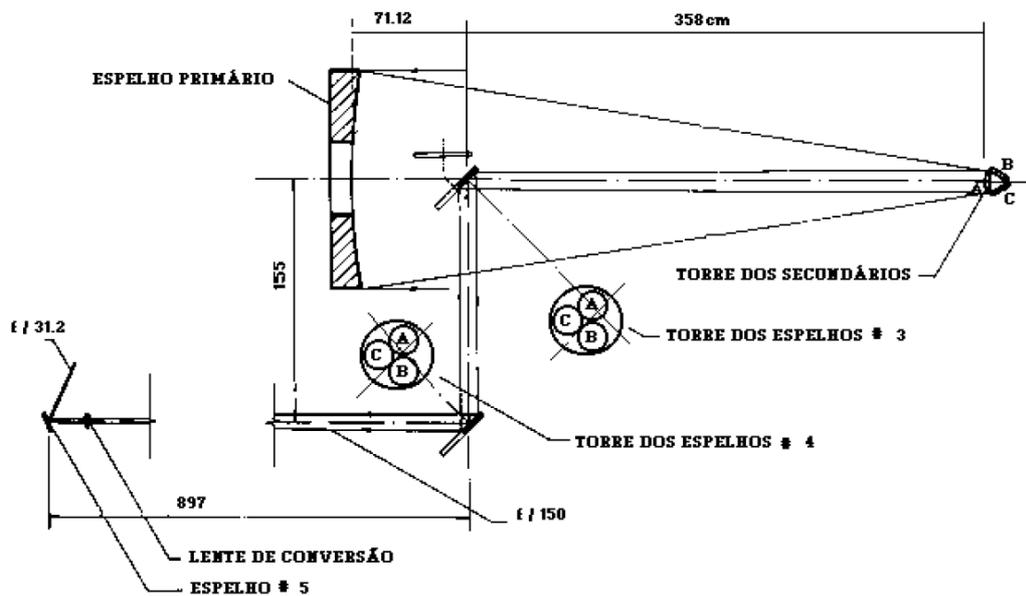
O espectrógrafo Coudé do OPD (Figuras 5 e 6) é um instrumento que fornece uma resolução espectral considerada moderada (para este trabalho foi conseguida uma resolução de aproximadamente 30000), com grande estabilidade (LNAC). O Coudé possui três torres de espelhos com refletividades destinados a otimizar a transmissão de luz em determinadas bandas do espectro, como mostra o Gráfico 7. Esses espelhos se localizam na posição dos espelhos secundários, terciários e quaternário. Entretanto, em se tratando de transmissão óptica, recentes trabalhos (CARVALHO, 2011) mostram que os conjuntos de espelhos A, B e C estão perdendo seu *coating* original. O espelho A, que otimizaria a banda espectral da região da cor azul está com uma eficiência próxima ao espelho C que otimiza a banda do vermelho.

Figura 5 - Óptica do espectrógrafo Coude



Legenda: (1) - Lente de conversão ($f/150 - f/31.2$); (2) - Espelho 5; (3) - Fenda; (4) - Colimador ($f/31.2$) que não aparece na figura; (5) - Rede; (6) - Corretor Schmidt; (7) - Espelho da câmara ($f/4$); (8) - Detector
 Fonte: LNAc

Figura 6 - Esquema da montagem do espectrógrafo Coude externamente ao instrumento



Fonte: LNAc

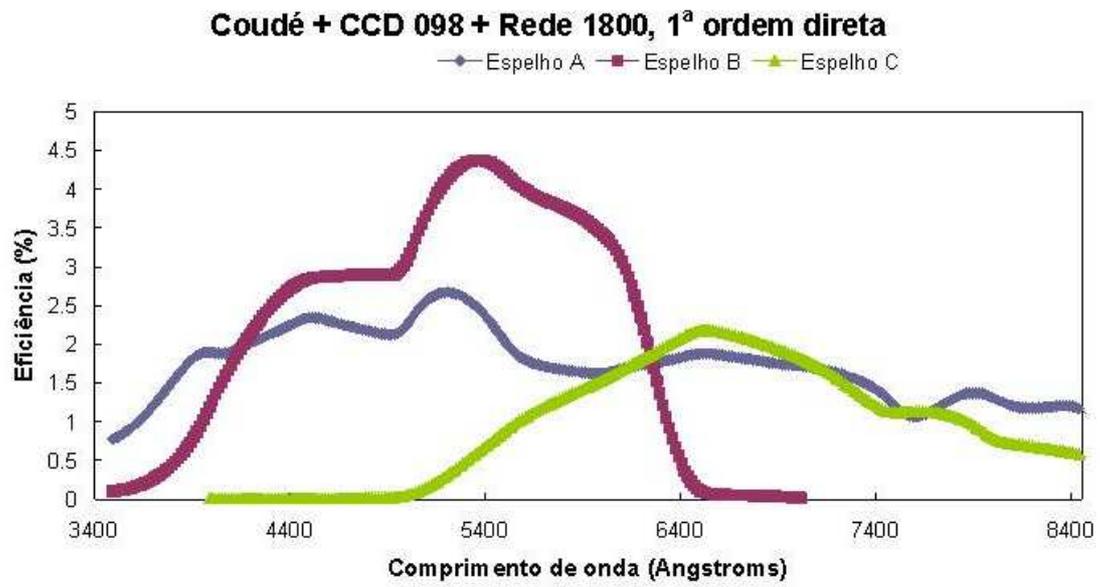


Gráfico 7 - Eficiência atual dos espelhos A, B e C do espectrografo Coudé
Fonte: LNAe

CAPÍTULO 3 - OBSERVAÇÃO E METODOLOGIA

3.1 - Missões observacionais

Entre os anos 2008 e 2011 foram feitas várias missões ao OPD, totalizando mais de 30 noites de observação (só no segundo semestre de 2010 foram 10 noites contando com o tempo no 1,60), incluindo as noites que foram cedidas no telescópio de 1.60m para espectroscopia no começo de 2010 e 2011. Entretanto o clima é um grande empecilho para fotometria no OPD. Das noites passadas no Zeiss, poucas tiveram as condições ideais para fotometria. Entretanto as noites com céu fotométrico foram bem aproveitadas e deram bons resultados. Até mesmo as noites com céu não tão limpo renderam alguns resultados, apesar destes estarem com uma menor precisão.

3.2 - Amostra Seleccionada

A amostra deste trabalho foi seleccionada por Dr. Jorge Melendez (IAG-USP), com o intuito de encontrar estrelas gêmeas ao Sol e foi gentilmente cedida para este trabalho. A amostra contém estrelas de tipo espectral solar, com magnitude absoluta e índice de cor B-V compatíveis com a fotometria Solar, mas que precisavam de refinamento, com precisão da ordem de 0,5% para serem posteriormente observadas espectroscopicamente. A amostra é apresentada no Anexo I.

3.3 - Procedimento de utilização do FOTRAP e do Telescópio Zeiss

3.3.1 - Detalhes do Programa

A fotometria foi realizada no modo "magnitude-cores", visando fotometria absoluta dos objetos, utilizando os filtros UBVRI. Foram observadas estrelas padrões fotométricas intercaladas com os objetos do programa para corrigir a extinção atmosférica. As padrões observadas foram as de Graham (1982). A redução foi realizada com o programa *mag.exe* descrito em Jablonski et al. (1994).

3.3.2 - Metodologia Observacional

Primeiramente, inicia-se o FOTRAP no modo rápido mecânico com o obturador fechado, para se fazer uma aquisição de corrente escuro e com isso uma breve análise da contagem da fotomultiplicadora, com o objetivo de verificar se a fotomultiplicadora está bem resfriada, já que sua temperatura de trabalho é -25°C , na tentativa de minimizar contagens indevidas referentes aos ruídos da montagem do instrumento.

No início da noite ajusta-se o foco do telescópio para o FOTRAP, apontando para uma estrela brilhante, usando a luneta buscadora para encontrar essa estrela no campo da ocular que, como já dito, tem um campo de $12'$. Com isso se trabalha o foco até que essa estrela se torne um ponto bem definido e conseqüentemente estrelas menos brilhantes podem ser também melhor observadas.

Em seguida liga-se o computador e é executado o *software FOTRAP.exe*. O programa pede o nome do observador e informação sobre a configuração utilizada (número de série do detector, alta tensão na fotomultiplicadora). Logo em seguida, é informado para o programa em qual telescópio será feita a observação, no caso o Zeiss. Isso porque o programa faz correções conforme a óptica do telescópio nas coordenadas inseridas. Seu relógio interno é então ajustado para o TU com a ajuda de um GPS.

Feito isso, são introduzidos os nomes e os valores de ascensão reta e declinação para as estrelas a serem observadas, é tomado o cuidado de colocar o ano atual entre parênteses depois da ascensão reta, pois o programa devolve os valores já corrigidos para a precessão dos equinócios para a data atual assim como correções devido à flexão do telescópio escolhido, declinação e ângulo horário local.

Em seguida apontamos o telescópio para as estrelas da missão. Primeiramente a declinação e em seguida o ângulo horário, com o acompanhamento desligado. Então, se posiciona o telescópio em ângulo horário um minuto maior que o mostrado pelo programa e no momento em que o ângulo horário em questão é atingido, o acompanhamento é ligado. Com a ajuda de um mapa de campo o objeto é identificado. Com isso esse objeto é centralizado na ocular com a ajuda de um retículo, que é iluminado e permite o observador identificar o centro da ocular. Depois usando o intensificador de imagens, são feitos pequenos ajustes para que a estrela alvo caia no centro do intensificador de imagens. Foram feitos ajustes no retículo da ocular, para que ao colocar as próximas estrelas observadas no centro da ocular, estas também já fiquem centro do intensificador de imagens, sem maiores correções. O que faz com que o observador poupe um tempo considerável de uma observação para outra.

Posteriormente, já com essas calibrações, a estrela deve ser posicionada no centro do diafragma. Diafragmas estes que servem para excluir o máximo possível de interferência do céu ou de objetos próximos a estrela alvo durante a observação. Entretanto, a abertura do diafragma não pode ser muito pequena, pois isto excluiria parte da luz da estrela. O ideal seria o diafragma que englobasse perfeitamente sem obstruir o disco visível da estrela, mas devido a problemas no acompanhamento do Zeiss é necessário usar um diafragma um pouco maior para se ter a certeza de que a estrela continuará nele até o fim da aquisição dos dados, que varia de 5 a 10 minutos dependendo do brilho da estrela alvo. Atualmente foi implantado um sistema no qual o observador consegue alterar a velocidade de acompanhamento, tentando assim corrigir este problema.

É possível perceber quando a estrela sai do diafragma, pois os erros estatísticos dispostos na tela do computador atingem valores muito altos: algo em torno de 5%. Neste trabalho as medidas aceitáveis do alvo não passaram de 1% nos filtros BVRI e de 2% no filtro U. Em uma noite fotométrica os erros estatísticos são de aproximadamente 0,1%.

Começa-se observando estrelas padrões aproximadamente uma hora depois do por do Sol, para que não se tenha uma grande variação da luminosidade do céu, o que pode afetar a construção da curva de extinção. Durante toda a noite da missão observa-se entre 3 e 4 estrelas padrões a cada hora ou 20 a 25 padrões ao final de uma boa noite de observação, tomando-se o cuidado de observar as padrões em diversas massas de ar.

Depois da primeira aquisição de dados, o telescópio é direcionado para uma região no céu sem estrelas próximo à estrela medida, para que o próprio programa meça a o brilho do céu e subtraia-o do brilho da estrela observada. Este procedimento não é feito depois de cada aquisição e sim a aproximadamente a cada 40 minutos. Conhecendo o brilho do céu o programa faz uma pré redução dos dados, apresentando índices de cores e magnitude V previamente reduzidos, com coeficientes de extinção já estipulados, publicados em Jabloski et al. (1994).

Estrelas padrões devem ser medidas durante toda a noite de observação e em diferentes massas de ar para que posteriormente o programa de redução possa calcular uma linha de extinção. Mas segundo Harris et al. (1981) deve-se evitar observar estrelas com massa de ar maiores que $X > 2$, pois assim evita-se grandes dificuldades durante a redução dos dados e com isso minimizando os erros. Na prática não é necessário observar padrões em massas de ar maiores que $X > 1,5$. Observações em maiores massas de ar somente são justificadas quando o alvo principal de estudo é a extinção atmosférica em si. Harris (1982) foi usado como referencia para a criação do programa de redução do FOTRAP.

Durante toda a noite são intercaladas medidas das estrelas alvos e padrões. Geralmente é observada a mesma padrão em diferentes massas de ar. Tudo que foi feito durante a noite é registrado em um arquivo .mag, no qual será usado no programa mag.exe para a redução dos dados.

3.4 - Procedimento Observacional no Coudé

3.4.1 - Detalhes do Programa

Para este trabalho foi usado o CCD 98 (2040x1280 pixels) com comprimento de onda centrais de 657,5nm, 617,5nm e 550,0nm, com espelho C do espectrógrafo Coudé, para todas as estrelas utilizando a rede na primeira ordem direta. Observou-se também uma estrela quente de alta rotação para identificação das linhas de absorção da própria atmosfera. A intenção foi de obter $S/N=150$ para todos os objetos da amostra. Utilizando esta montagem e uma fenda de 1"(250 μ m), obteve-se uma resolução de aproximadamente 30000 e uma dispersão de aproximadamente 0,01 $\text{\AA}/\text{pixel}$ que fornece uma cobertura espectral aproximada de 175 \AA . As regiões espectrais escolhidas contém linhas de H α , FeI e FeII para a determinação dos parâmetros atmosféricos e metalicidade.

A redução dos dados foi feita usando os pacotes IRAF. Os espectros foram normalizados e corrigidos da velocidade radial para o referencial de laboratório. O cálculo dos parâmetros estelares foi feito usando os programas MOOG, ARES e TEFF LR.

3.4.2 - Metodologia Observacional

Antes do início das observações é necessário observar se a configuração do espectrógrafo está com os parâmetros desejados, isto é, o ângulo da rede, ajuste abertura da fenda, se o espelho selecionado é o que tem a maior eficiência para o comprimento de onda desejado, se a lâmpada de calibração do comprimento de onda (lâmpada de TrAr) está funcionando assim como as lâmpadas para *flat-field*.

Em seguida é necessário fazer medidas de *bias*. O *bias* é feito com o obturador fechado e com tempo de integração/ exposição zero. Isto pode ser feito antes de anoitecer com a cúpula ainda fechada não fazendo que o observador perca preciosos minutos da noite de observação. As medidas do *bias* são usadas para descontar da imagem final o valor base de leitura do CCD e possíveis influências de alguns *pixels* "mal comportados" do CCD. Isto

porque cada *pixel* carrega uma voltagem fixa durante a descarga do CCD e com isso a imagem apresenta contagens que não vieram da fonte e sim do próprio detector. Por isso *bias*, do inglês que quer dizer tendência ou inclinação a certo resultado. Mesmo que o *output* de um CCD fosse exatamente zero elétrons para cada *pixel* ainda assim existiria um sinal que iria variar de *pixel* para *pixel* de uma maneira repetida (UFL, 2011).

É necessário também fazer medidas de *flat-field* que são imagens feitas de uma superfície plana e de cor branca na qual é iluminada com uma luz proveniente de uma fonte uniforme no momento da aquisição dos dados. Isto é feito porque cada *pixel* tem uma sensibilidade para detectar os fótons que chegam ao detector. Isto se deve a pequenas variações nas dimensões de determinados *pixels* proveniente de sua fabricação e também a eficiência quântica de cada *pixel*. A Figura 7 mostra como é a posição do telescópio para o *flat-field*.

Figura 7 - Lampadas de *flat-fields* acionadas



Fonte: LNAd.

É aconselhável que se faça o *flat-field* e o *bias* antes ou depois da noite de observação.

Com essas aquisições necessárias para se calibrar a imagem tirando o ruído do detector CCD é preciso verificar a configuração do instrumento para que se possam começar as observações da noite.

Para se encontrar o ângulo da rede de difração que compreende os comprimentos de ondas centrais é preciso usar um *software* que calcula este ângulo (*rede.exe*). Este ajuste é feito manualmente na ante-sala do espectrógrafo (Figura 8). O mesmo *software* exhibe qual dos espelhos tem maior eficiência para a banda do comprimento de onda central desejado. A eficiência dos espelhos para a rede de difração de 1800 l/mm e para o CCD98 já foi mostrada no Gráfico 7.

Figura 8 - Seletor de ajuste da rede de difração - Coudé



Fonte: LNAd.

Após verificar se a abertura da fenda é a desejada (para este trabalho foi usado 250 μ m, o que equivale aproximadamente a 1 segundo de arco no céu e fornece a resolução desejada) verifica-se também se o espelho que leva a luz para o espectrógrafo está retraído. A posição do espelho não retraído é usada para obter imagens da lâmpada de ThAr, pois desse modo o espelho reflete a luz diretamente para o espectrógrafo.

Feito os ajustes iniciais do espectrógrafo é necessário ajustar o foco do Coudé. Para isso aponta-se para uma estrela do catálogo SAO/FK4. Faz-se o foco com uma exposição rápida dessa estrela e fazendo-se um corte no espectro ao longo da posição espacial, com a

ajuda da ferramenta *implot* do *software* IRAF, observa-se a largura a meia altura da curva (FWHM). A largura a meia altura deve ser a menor possível, aproximadamente 3 *pixels*.

É importante lembrar que o foco no Coudé varia bastante e este deve ser verificado algumas vezes durante a noite e fazer os ajustes requeridos. Depois do foco é preciso fazer a calagem (calibração no apontamento em relação a coordenadas) do telescópio usando uma estrela próximo ao zênite. Finalmente, depois de todos esses passos, o observador pode começar sua noite de observação, lembrando que é sempre bom ter a mão um mapa de campo das estrelas da missão em caso de dúvida na identificação do alvo. Este procedimento foi adaptado parcialmente do manual do espectrógrafo Coudé (LNAd) .

CAPÍTULO 4 - REDUÇÃO E ANÁLISE DE DADOS

4.1 - Redução de Dados de Fotometria

Para a redução dos dados no FOTRAP foi utilizado o programa mag.exe, que foi desenvolvido para o próprio instrumento. O programa de redução segue o método de Harris, Fitzgerald & Reed (1981) para resolver simultaneamente o problema da extinção e dos coeficientes de transformação (JABLOSKI et al., 1994). São escritos para cada estrela padrão sua magnitude V e índices de cores de modo que:

$$v - V = a_1 + a_2X + a_3(B - V) + a_4X(B - V) + a_5(B - V)^2,$$

$$u - b = b_1 + b_2X + b_3(U - B) + b_4X(U - B) + b_5(U - B)^2,$$

$$b - v = c_1 + c_2X + c_3(B - V) + c_4X(B - V) + c_5(B - V)^2,$$

$$v - r = d_1 + d_2X + d_3(V - R) + d_4X(V - R) + d_5(V - R)^2,$$

$$r - i = e_1 + e_2X + e_3(R - I) + e_4X(R - I) + e_5(R - I)^2,$$

Sendo que os termos da esquerda representam os valores dados pelo instrumento e as letras maiúsculas do lado direito da equação representam os valores catalogados, lembrando que X é a massa de ar. Nessa solução a medida de cada estrela tem um peso definido por um erro calculado na hora da aquisição dos dados, que leva em conta o ruído de fótons, variação no brilho, entre outros fatores.

Ao iniciar o programa é mostrada a interface principal do programa, como mostrado na Figura 9. Inicialmente o usuário tem que escolher qual pacote de dados (fornecidos pelo computador de aquisição do FOTRAP no final da observação) pretende usar. Então o programa mostra a lista de estrelas padrões observadas contido no arquivo e permite que objetos sejam excluídos do arquivo. Se o usuário se arrepender, pode incluí-los novamente ao pacote.

Figura 9 - Determinação das constantes e resíduos para cada índice de cor

```

MAGS by Chico Jablonski
Reduzindo DJ55356:
3 Params
"08-06-2010 / 21:57:38 (TU) /Fotomultip.: Ham R943-02 #RA0586 / 1620U / -25C"

Escolha:
-> Le dados brutos
    Edita
    Calibracao
    Plota
    Calcula mags
    Resumo
    DOS
    Pesos iguais
    Modelo fotometrico
    Brilho do ceu
    Fim
  
```

Fonte: Arquivo próprio.

Em seguida é necessário fazer a calibração nos índices de cores U-B, B-V, V-R, R-I. Para isso é necessário calcular as constantes para os determinados índices de cores. Começa-se o calculo das interações em V. O programa mostra as constantes para cada estrela padrão e seus respectivos resíduos como na Figura 10.

Figura 10 - Determinação das constantes e resíduos para cada índice de cor

```

K' BU = 0.061 ± 0.071      K'' BU = -0.035 ± 0.010
ZBU = -0.048 ± 0.080
alfa<BU> = 1.001 ± 0.010
quad<BU> = 0.000 ± 0.000
Residuos:
sigma = 0.022  sigma(abdev) = 0.013

K' BU = 0.061 ± 0.071      K'' BU = -0.035 ± 0.010
ZBU = -0.048 ± 0.080
alfa<BU> = 1.001 ± 0.010
quad<BU> = 0.000 ± 0.000
Residuos:
sigma = 0.022  sigma(abdev) = 0.013

K' BU = 0.061 ± 0.071      K'' BU = -0.035 ± 0.010
ZBU = -0.048 ± 0.080
alfa<BU> = 1.001 ± 0.010
quad<BU> = 0.000 ± 0.000
Residuos:
sigma = 0.022  sigma(abdev) = 0.013

K' BU = 0.061 ± 0.071      K'' BU = -0.035 ± 0.010
ZBU = -0.048 ± 0.080
alfa<BU> = 1.001 ± 0.010
quad<BU> = 0.000 ± 0.000
Residuos:
sigma = 0.022  sigma(abdev) = 0.013
  
```

Fonte: Arquivo próprio.

Um gráfico de índice de cor versus massa de ar pode ajudar a escolher quais estrelas devem ser excluídas para se conseguir constantes mais precisas. Também é possível visualizar

o gráfico dos resíduos versus índice de cor. Se for detectado que uma dada estrela padrão está muito fora do esperado é preciso excluí-la e refazer os cálculos das constantes.

Após isso é preciso calcular as magnitudes. O programa calcula as magnitudes, com base nas constantes calculadas previamente, para todas as estrelas do programa, isto é, para todas as estrelas padrões, incluindo aquelas que foram excluídas, e para as estrelas da missão. Encerrado o cálculo das magnitudes o programa cria um arquivo .red aonde serão gravado as magnitudes reduzidas.

4.2 - Redução dos Dados de Espectroscopia

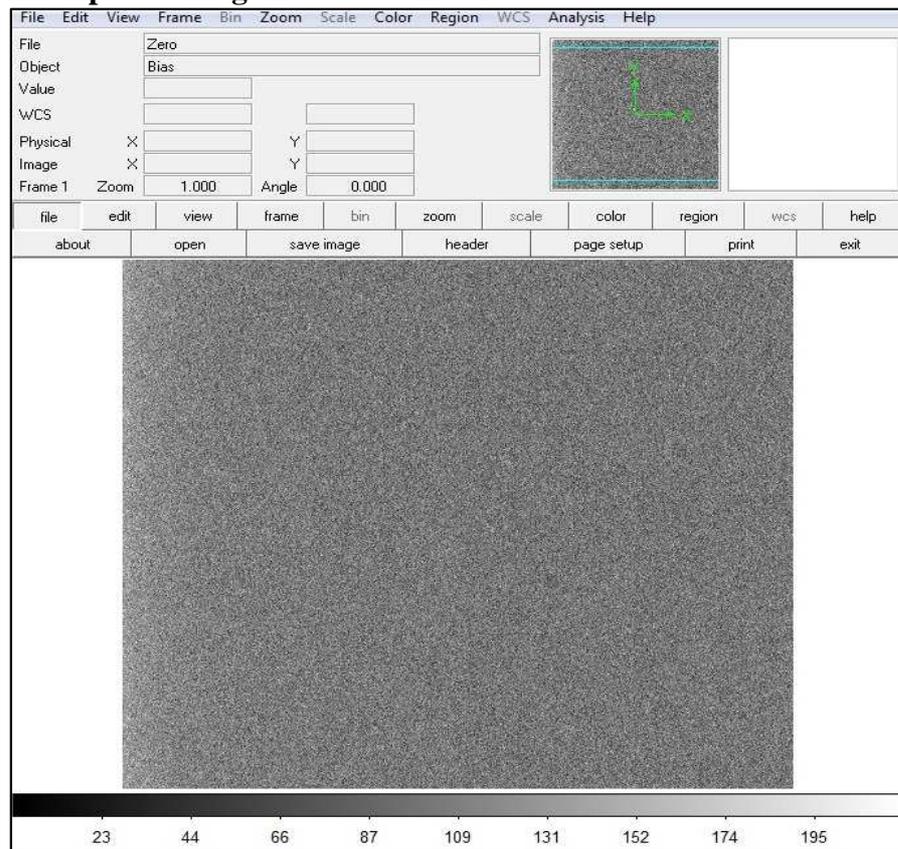
4.2.1 - Redução dos Espectros

Para a redução dos dados deste trabalho, foram feitas duas exposições em três comprimentos de ondas centrais (550nm, 617,5nm e 657,5nm) para cada estrela observada.

Antes de começar a extração dos espectros é necessário fazer correções nas imagens devido a erros nas contagens do próprio instrumento. Para isso é necessário fazer correções de *bias* e de *flat* (não foi preciso fazer o *trim* e o *overscan*, pois no momento da aquisição dos dados já foi limitada a área do CCD que seria utilizada eliminando assim problemas de bordas do CCD).

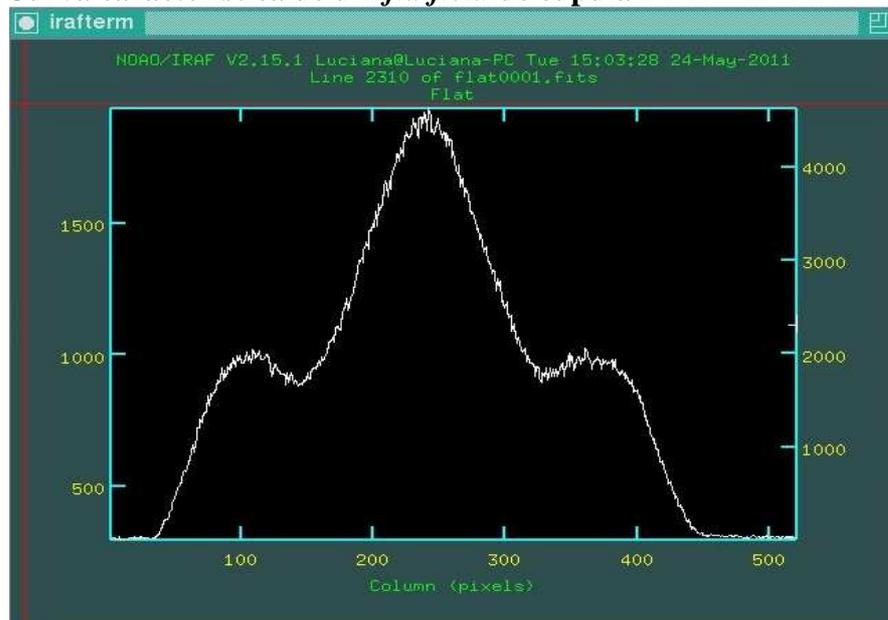
É necessário combinar as imagens de *bias* usando a tarefa *zerocombine* no pacote *noao*. Com isso obtemos uma imagem de *bias* “mestre” Figura 11. Posteriormente é necessário fazer algo similar com as imagens de *flatfield* com a tarefa *flatcombine* e logo depois normalizar essas imagens de *flat* usando a tarefa *apflaten*. A tarefa *apflaten* usa um conjunto de funções para normalizar a curva característica de um *flatfield* de cúpula Figuras 12 e 13.

Figura 11 - Exemplo de imagem de *bias* “mestre”



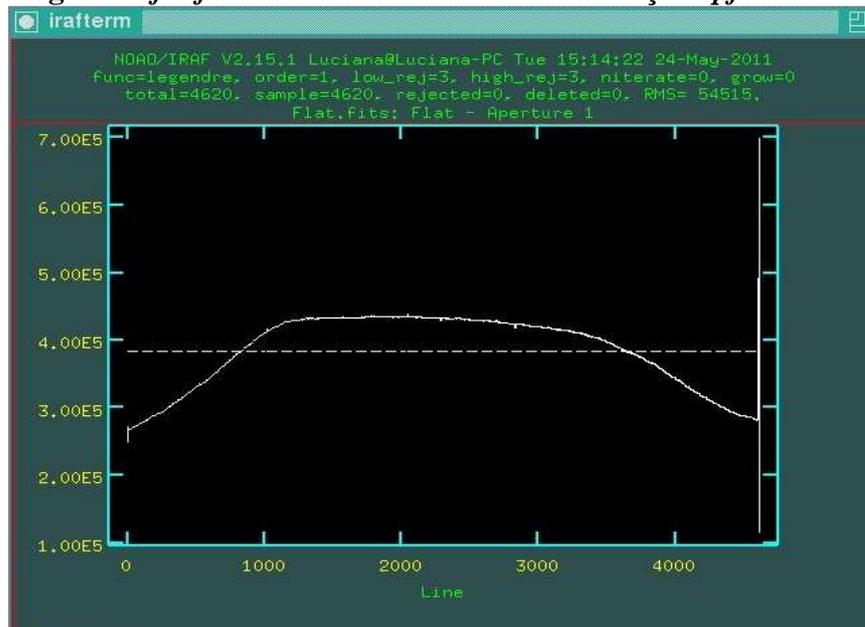
Fonte: Arquivo próprio.

Figura 12 - Curva característica de um *flatfield* de cúpula



Fonte: Arquivo próprio.

Figura 13 - Imagem de *flatfield* normalizada através da função *apflatten*



Fonte: Arquivo próprio.

Com as imagens de *flatfield* e *bias* “mestres” em mão é possível corrigir as imagens das estrelas da missão e da lâmpada de ThAr com a tarefa *ccdproc* no pacote *noao*. A tarefa *ccdproc* subtrai o *bias* mestre e divide pelo *flatfield* normalizado todas as imagens a serem calibradas Figura 14.

Figura 14 - Configuração da tarefa *ccdproc*

```

IRAF
Image Reduction and Analysis Facility
PACKAGE = ccdred
TASK = ccdproc
More
(readaxi=  line) Read out axis (columnline)
(fixfile= ) File describing the bad lines and columns
(biassec= ) Overscan strip image section
(trimsec= ) Trim data section
(zero = Zero.fits) Zero level calibration image
(dark = ) Dark count calibration image
(flat = FlatC.fits) Flat field images
(illum = ) Illumination correction images
(fringe = ) Fringe correction images
(minrepl= 1.) Minimum flat field value
(scantyp= shortscan) Scan type (shortscan|longscan)
(nscan = 1) Number of short scan lines

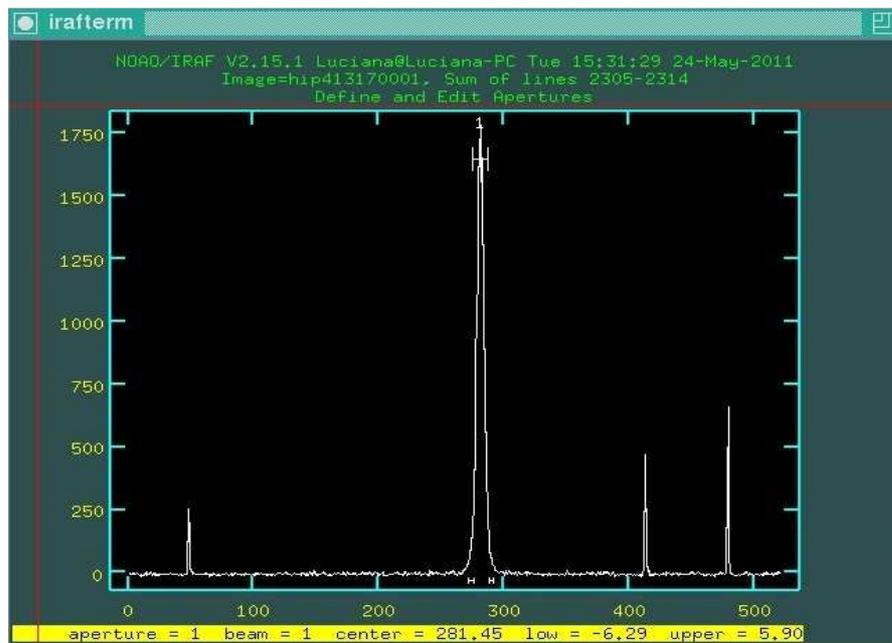
(interac= no) Fit overscan interactively?
(function= spline3) Fitting function
(order = 3) Number of polynomial terms or spline pieces
(sample = *) Sample points to fit
More
ESC-? for HELP

```

Fonte: Arquivo próprio.

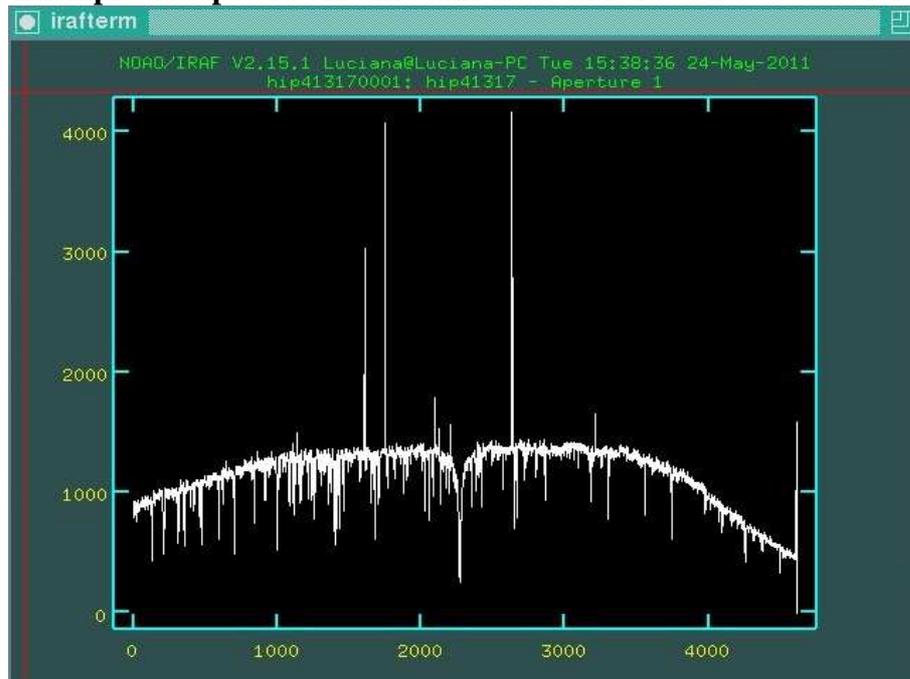
Em seguida extrai-se o espectro tanto das imagens das estrelas quanto as de ThAr usando a tarefa *apall*. Esta tarefa lê a imagem, com base na abertura definida pelo utilizador e extrai o espectro em uma dimensão Figuras 15 e 16.

Figura 15 - Exemplo de configuração da abertura para a extração do espectro em uma dimensão



Fonte: Arquivo próprio.

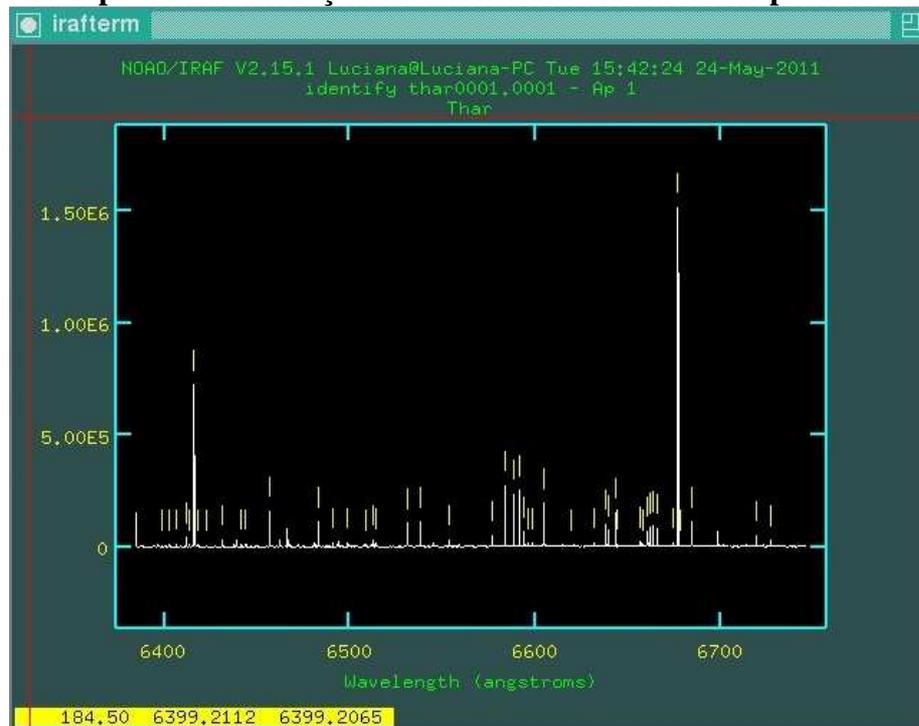
Figura 16 - Exemplo de espectro em uma dimensão extraído através da tarefa *apall*.



Fonte: Arquivo próprio.

O próximo passo é identificar as linhas de ThAr no espectro da lâmpada para que assim possamos calibrar em comprimento de onda, atribuindo limites para a cobertura espectral em cada imagem. Para isso é usado a tarefa *identify*. As linhas de ThAr estão muito bem mapeadas no manual de utilização do espectrógrafo Coudé, que se encontra no *site* do LNA. Ao executar a rotina *identify* é necessário identificar algumas linhas manualmente, entre 4-6 linhas, usando a tecla m. O próprio IRAF possui em seu banco de dados sobre as linhas ThAr. O usuário então pode fazer com que o programa encontre as demais linhas apertando a tecla l Figura 17.

Figura 17 - Exemplo da identificação das linhas de emissão da lâmpada de ThAr

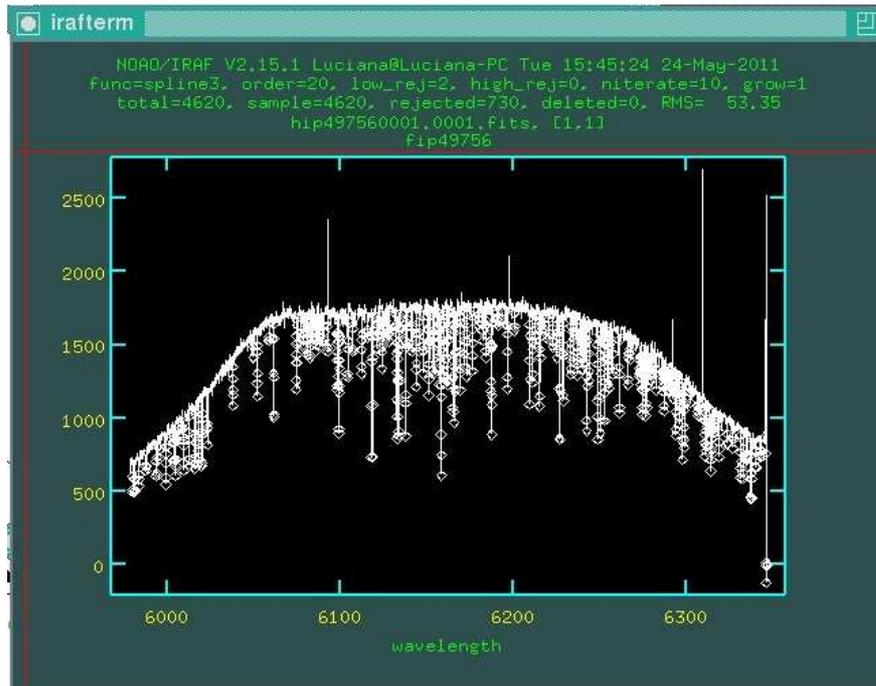


Fonte: Arquivo próprio.

Deve-se fazer isso para os espectros das lâmpadas nos três comprimentos de onda centrais. Com isso usaremos estes espectros como referência para os demais espectros, usando a tarefa *refspecra*. Tendo o espectro de ThAr como referência, utilizamos a tarefa *dispcor* para aplicar as calibrações aos referidos espectros.

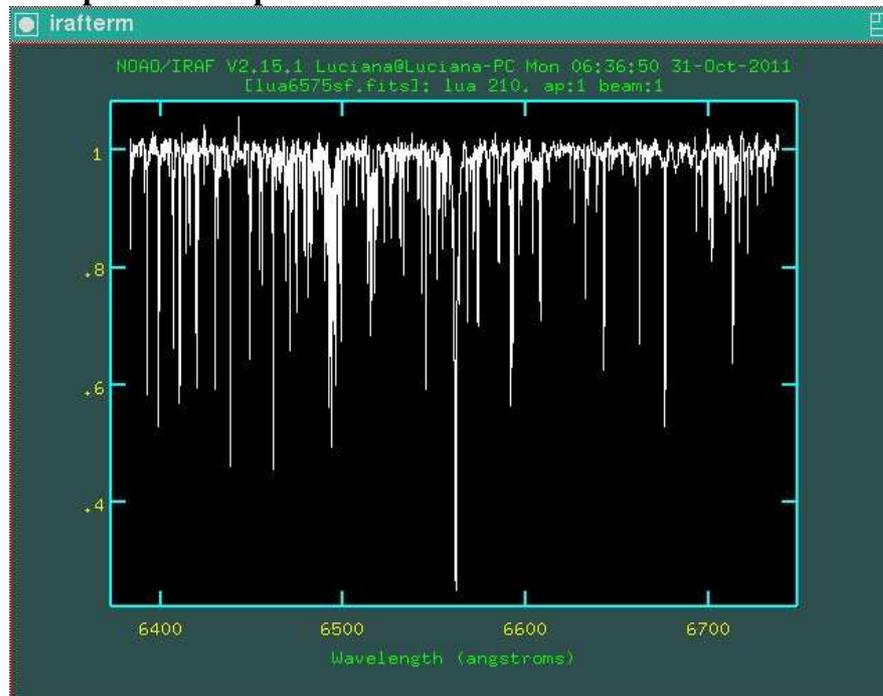
Feito isto a tarefa *scombine* foi usada para unir as duas exposições feitas para cada estrela em seu respectivo comprimento de onda central. Em seguida foi usada a rotina *continuum* para normalizar o contínuo dos espectros estelares Figuras 18 e 19.

Figura 18 - Exemplo da utilização da tarefa *continuum* em um espectro ainda não normalizado



Fonte: Arquivo próprio.

Figura 19 - Exemplo de um espectro normalizado



Fonte: Arquivo próprio.

Só resta então calibrar os espectros normalizados obtidos em relação a velocidade radial. Entretanto, ao usar o pacote de correção de velocidade radial do IRAF não foi possível obter uma correção satisfatória. Neste pacote do IRAF era necessário construir uma lista de

coordenadas de linhas de absorção, de vários elementos, determinadas em laboratório. Esta lista pode ser construída através de dados obtidos em no *site* do Kurucz (KURUCZa, 2011). Em vez disso, utilizamos a tarefa *specshift* para deslocar iterativamente o espectro de uma determinada estrela até que o centro de suas linhas coincidisse com essas mesmas linhas em um espectro já reduzido e corrigido em sua velocidade radial. Este espectro devidamente reduzido e com sua velocidade radial corrigida foi comparado então com o espectro solar obtido por Kurucz (KURUCZc, 2011) com resolução de 1400000. Para podermos comparar este espectro com os obtidos neste trabalho foi necessário convoluir o espectro de Kurucz até que a largura a meia altura das linhas chegassem a valores bem próximos das larguras a meia altura de nossos espectros. Deste modo, obteve-se uma calibração satisfatória em comprimentos de onda o que é essencial para que o programa ARES calcule as larguras equivalentes com eficiência.

4.2.2 - Medição de linhas equivalentes

4.2.2.1 - Método IRAF

A medição de linhas equivalentes com o IRAF é feita usando a tarefa *splot* do pacote *noao*. É necessário ter arquivos *.fits* com espectros devidamente reduzidos e uma lista de linhas espectrais, relacionadas a determinados elementos químicos, para identificação destas no espectro. Dependendo da amostra, podem-se encontrar centenas de linhas espectrais para identificação e medição da largura equivalente e isso demanda quantidade de tempo e esforço considerável pois este processo é manual.

4.2.2.2 - Método ARES

ARES é um *software* escrito por Sousa (2007) cujo intuito é a obtenção das larguras equivalentes de linhas fracas a partir do espectro de maneira rápida e precisa. Como já foi dito, medir larguras equivalentes através de rotinas como *splot* do IRAF pode ser um método muito moroso, pois a medida é feita manualmente para diversas linhas espectrais.

O que o programa tenta fazer é reproduzir esse método manual de uma maneira automática. O usuário, entretanto, deve definir alguns parâmetros que o programa necessita para operar como *rejt*, que é o parâmetro requerido para calibrar a determinação do contínuo local ou *lineresol* que é a distância mínima em Angstroms entre duas linhas do espectro. Para

uma descrição detalhada dos parâmetros usados pelo ARES basta consultar o manual/artigo (SOUSA et. al., 2007) ou sua página de suporte. Para rodar o ARES é necessário instalar a biblioteca *CFITSIO* (HEASARC,2011), que é uma biblioteca de sub-rotinas em C e FORTRAN para a leitura e a escrita de arquivos em formato *.fits*; o compilador *gcc* (GCC, 2011), que é um conjunto de compiladores escritos para o sistema operacional *GNU* para trabalhar com linguagem FORTRAN e C; *gsl*, que é uma biblioteca para uso científico com uma grande gama de rotinas matemáticas escrita para *GNU* e o pacote *plotutils* (PLOTUTILS, 2011) para a criação de gráficos e vetores em 2-D.

O usuário deve fornecer um espectro reduzido em uma dimensão e corrigido em relação a sua velocidade radial. É possível acompanhar a identificação das linhas através de gráficos criados pelo próprio programa. Também é preciso fornecer uma lista “mestre” na qual o programa vai se basear no momento da procura e identificação das linhas de absorção. Esta lista consiste em comprimento de onda, potencial de excitação, $\log(gf)$, o elemento e o estado de excitação para as linhas de absorção desejada.

O arquivo de saída do ARES fornece informações como: comprimento de onda da linha do centro da linha encontrada, a largura a meia altura das linhas e a largura equivalente.

Com essas informações fornecidas, foi possível construir uma lista de linhas de absorção e suas respectivas larguras equivalentes para ser usada com o programa MOOG para o cálculo das abundâncias. Foi comprovado que os valores de larguras equivalentes obtidas através do ARES são confiáveis, pois com o cálculo das abundâncias do espectro solar, obtido para este trabalho, usando o ARES foram encontrado valores que estão de acordo com o modelo atmosférico do Sol. No Gráfico 8 também é mostrado as larguras equivalentes medidas usando o ARES versus medidas de larguras equivalentes feitas manualmente usando o IRAF (SOUSA et al. 2007).

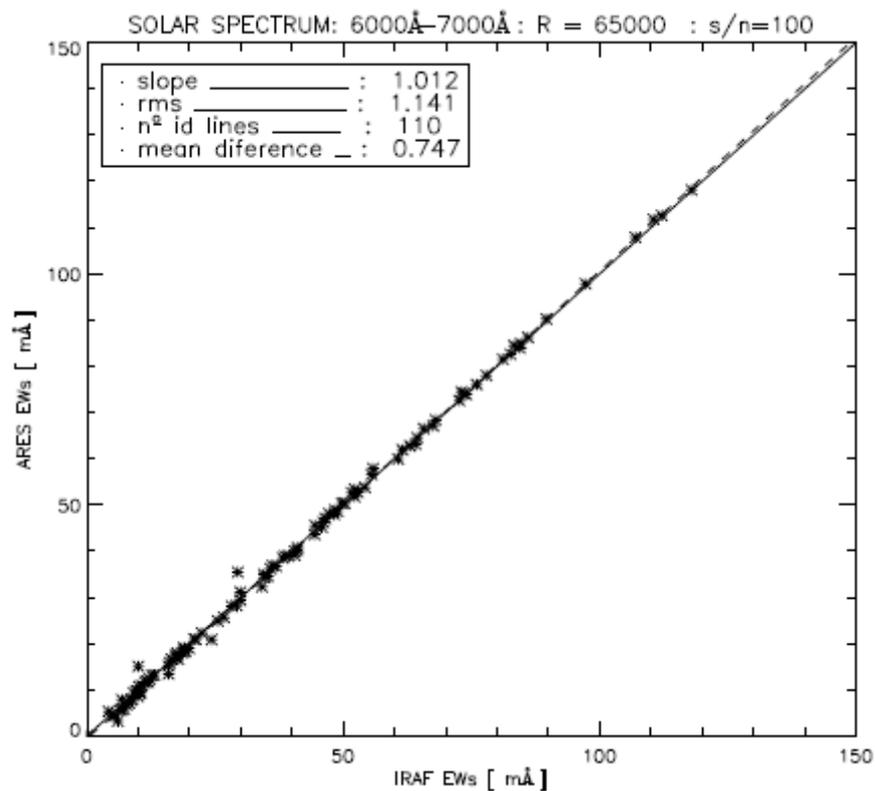


Gráfico 8 - EW obtidas através do ARES versus EW obtidas usando o IRAF

Fonte: SOUSA et al. (2007).

Existe um programa de cálculo de temperatura efetiva do mesmo autor do ARES (SOUSA et al., 2007) que faz cálculos com base em uma lista de razões de linhas, chamado TEFF LR. Este *software*, escrito em C++, usa o arquivo de saída do ARES.

4.2.3 - Determinação da Composição Química

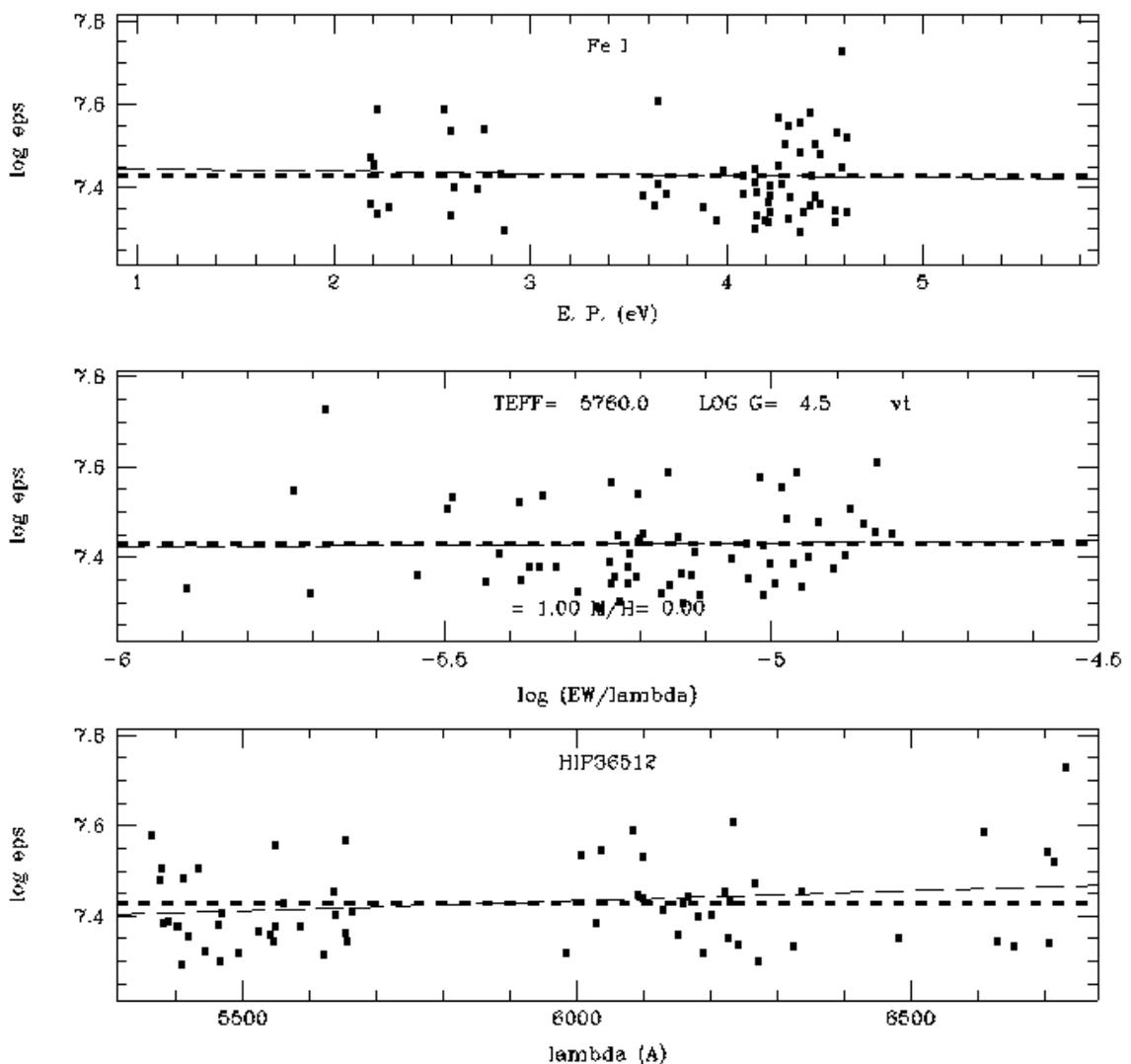
Neste trabalho de dissertação demos maior importância para identificação das linhas de FeI e FeII, pois são de essencial importância para a determinação dos parâmetros estelares. O FeI é muito utilizado na espectroscopia pois este apresenta uma grande quantidade de transições eletrônicas, e com isso apresenta várias linhas de absorção, e devido ao baixo potencial de excitação algumas dessas transições estão presentes nas camadas mais externas das estrelas, apresentando linhas fortes, para uma grande faixa de temperaturas efetivas.

4.2.3.1 - MOOG

MOOG é um *software* escrito em FORTRAN que executa varias analises para equilíbrio termodinâmico local e tarefas de síntese espectral. Uma das funções típicas do MOOG é o cálculo da composição química de uma estrela através da largura equivalente (SNEDENb, 2011).

Este *software* (SNEDENa,2011) tem a capacidade de criar gráficos para melhor auxiliar o usuário na validade do modelo atmosférico (um exemplo dos diagramas construídos pelo programa é apresentado na Figura 20). Para isso é usado o pacote para gráficos chamado SM ou Super MONGO devido a sua facilidade de uso e capacidade de gerar gráficos múltiplos baseados na saída de outro *software* automaticamente.

Figura 20 - Exemplo da interface gráfica do MOOG



Fonte: Arquivo próprio.

Para que o programa comece a fazer seus cálculos é necessário que o usuário forneça três coisas: o *driver* adequado, indicando para o programa que tarefa usar e uma configuração de certos parâmetros necessários para esta tarefa; o modelo atmosférico que serve como base que estabelece propriedades termodinâmicas relevantes (temperatura, densidade de elétrons etc.) para o cálculo das abundâncias; uma lista de larguras equivalentes proveniente da estrela de estudo.

Neste trabalho de dissertação foi usado o *driver* para a tarefa *abfind*. Para se construir este *driver* foi usado um editor de texto onde na primeira linha está escrito o nome da tarefa que se pretende usar. É possível fazer um *dummy driver* onde o usuário posteriormente pode usar para escolher qual sub-rotina este pretende usar. O usuário também pode configurar outras opções no *driver*, tais como em que unidade o programa vai usar ou como o modelo atmosférico é mostrado no arquivo de saída por exemplo.

MOOG pode trabalhar com quatro tipos de modelos atmosféricos, mas para isso o usuário deve indicar qual modelo este irá utilizar. Na primeira linha deve-se escrever: KURUCZ, para modelos gerados usando o código ATLAS; BERG para modelos gerados usando o código MARCS; KURTYPE, para modelos gerados pelo código ATLAS, mas que vem sem a opacidade de contínuo; KUR-PADOVA, para modelos gerados na forma que são gerados pelo programa ATLAS do Observatório Padova; NEWMARCS para os mais novos modelos e GENERIC para modelos que uma escala de profundidade “tau”, mas sem informação sobre opacidades do contínuo. Para este trabalho foram utilizados os modelo de KURUCZ (KURUCZb, 2011)

Como já dito, o usuário deve apresentar para o programa também uma lista com as larguras equivalentes obtidas para cada estrela no formato MOOG. Esta parte pode apresentar alguns problemas, pois o programa é um pouco exigente no espaçamento da lista. Um problema encontrado durante este trabalho foi que o programa “quebra” quando tenta ler um arquivo de texto em formato DOS, mas graças à ajuda do autor do programa (Dr. Chirs Sneden, que foi muito atencioso) este problema foi resolvido convertendo os arquivos para Linux usando um comando *dos2unix*.

O formato que o MOOG exige para ler as listas consiste em seis colunas que são respectivamente: comprimento de onda da linha medida; número atômico e estado de ionização; o potencial de excitação, o log (gf), que é a probabilidade da determinada transição ocorrer; a energia de dissociação e a largura equivalente. Mais detalhes sobre a formatação pode ser encontrada no manual do MOOG.

CAPÍTULO 5 - ANÁLISE DE DADOS

5.1 - Análise de Dados Fotometria

5.1.1 - Apresentação dos Dados Obtidos

Na Tabela 3 são apresentados os dados obtidos em fotometria.

Tabela 3 - Dados obtidos em fotometria

Estrela	U-B	Erro	B-V	Erro	V	Erro	V-R	Erro	R-I	Erro
HIP100963	-1.439	0.870	0.716	0.034	7.140	0.065	0.346	0.032	0.348	0.025
HIP103025	0.593	0.207	0.704	0.013	8.793	0.033	0.384	0.027	0.346	0.030
HIP104504	0.067	0.181	0.617	0.008	8.532	0.030	0.363	0.024	0.340	0.027
HIP106288	0.118	0.188	0.653	0.009	9.024	0.031	0.373	0.025	0.351	0.028
HIP106700	0.184	0.195	0.661	0.010	9.006	0.032	0.371	0.026	0.355	0.029
HIP107370	0.264	0.182	0.667	0.009	8.684	0.030	0.368	0.024	0.335	0.027
HIP108708	0.178	0.181	0.659	0.008	8.937	0.030	0.368	0.024	0.344	0.027
HIP108996	0.137	0.181	0.643	0.008	8.881	0.030	0.360	0.024	0.343	0.027
HIP109381	0.179	0.186	0.660	0.008	7.831	0.031	0.359	0.025	0.337	0.028
HIP114328	0.165	0.291	0.644	0.016	8.738	0.073	0.363	0.048	0.323	0.085
HIP117499	0.086	0.341	0.592	0.021	8.826	0.086	0.342	0.056	0.339	0.100
HIP118159	0.104	0.294	0.623	0.016	9.005	0.074	0.344	0.048	0.323	0.086
HIP3238	0.042	0.344	0.587	0.021	9.361	0.087	0.360	0.057	0.355	0.101
HIP348	0.118	0.314	0.625	0.019	8.604	0.079	0.348	0.052	0.340	0.092
HIP4909	0.101	0.287	0.647	0.015	8.498	0.072	0.356	0.047	0.318	0.084
HIP49756	-1.233	0.759	0.712	0.029	7.577	0.061	0.347	0.029	0.331	0.023
HIP5134	0.100	0.298	0.623	0.016	8.970	0.075	0.352	0.049	0.350	0.088
HIP59357	-1.384	0.838	0.683	0.027	8.676	0.059	0.353	0.028	0.329	0.022
HIP60653	-1.272	0.779	0.703	0.028	8.742	0.059	0.361	0.028	0.333	0.022
HIP63048	-1.256	0.773	0.739	0.034	7.822	0.066	0.372	0.033	0.352	0.025
HIP6407	0.157	0.298	0.633	0.016	8.617	0.075	0.361	0.049	0.344	0.088
HIP64497	-1.243	0.764	0.710	0.028	8.995	0.059	0.357	0.028	0.331	0.022
HIP7245	0.260	0.385	0.608	0.025	8.366	0.097	0.350	0.063	0.335	0.113
HIP74341	-1.404	0.851	0.725	0.033	8.917	0.065	0.355	0.032	0.344	0.024
HIP74389	-1.244	0.764	0.701	0.028	7.803	0.059	0.349	0.028	0.329	0.022
HIP75923	0.182	0.221	0.658	0.011	9.182	0.035	0.368	0.028	0.357	0.032
HIP77883	0.212	0.209	0.691	0.011	8.734	0.034	0.377	0.027	0.361	0.030
HIP79304	0.216	0.252	0.656	0.014	8.703	0.039	0.351	0.032	0.341	0.035
HIP8507	0.155	0.288	0.654	0.016	8.924	0.073	0.370	0.048	0.351	0.085
HIP85272	0.112	0.351	0.600	0.022	9.120	0.089	0.347	0.058	0.342	0.103
HIP85285	0.058	0.300	0.606	0.017	8.400	0.076	0.347	0.050	0.335	0.089
HIP88194	-1.481	0.893	0.711	0.035	7.171	0.067	0.356	0.034	0.350	0.027
HIP89162	0.223	0.365	0.602	0.023	8.882	0.092	0.347	0.060	0.328	0.107

HIP89650	0.147	0.210	0.641	0.010	8.946	0.034	0.357	0.027	0.340	0.030
HIP91805	0.059	0.191	0.632	0.008	8.528	0.031	0.360	0.025	0.358	0.028
HIP996	0.178	0.333	0.600	0.020	8.216	0.084	0.347	0.055	0.319	0.098

Fonte: arquivo próprio.

Estes resultados foram colocados em uma isócrona, Gráfico 9, fornecida por Leo Girardi do Observatório de Padova (GIRARDI, 2011) com parâmetros solares (4,5Gyr e $Z=0,019$).

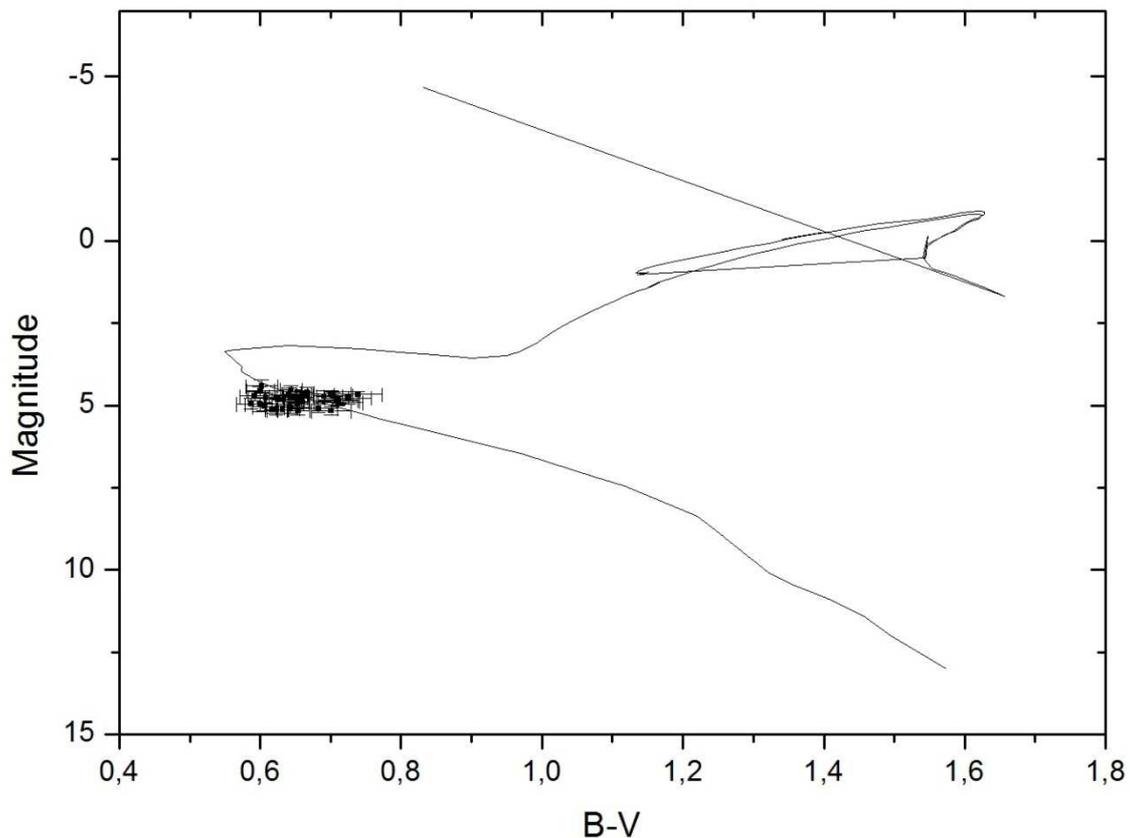


Gráfico 9 - Estrelas observadas fotometricamente em uma isócrona com parâmetros solares

Fonte:Arquivo próprio.

Para isso foi preciso conhecer as magnitudes absolutas e com isso as distâncias das estrelas observadas fotometricamente. O cálculo foi feito usando a paralaxe do catálogo *Hipparcos* obtidas através do *site Simbad*. O conceito de paralaxe astronômica foi usado para o cálculo das distâncias:

$$d(pc) = \frac{1}{p}$$

Onde a distância d é dada em parsecs, e p é a paralaxe em segundos. Tendo a distância da estrela foi possível então calcular sua magnitude absoluta. A magnitude absoluta M , é a magnitude de uma estrela se esta estivesse a 10pc de distância.

$$m - M = 5 \log (d) - 5$$

Onde m é a magnitude aparente, M a magnitude absoluta e d a distância em parsecs. Os valores para a distância e magnitude absoluta são apresentados na Tabela 4.

Tabela 4 - Distância e magnitude absoluta das estrelas pesquisadas

Estrela	d(pc)	Erro	M(mag)	Erro
HIP100963	28,233	0,470	4,886	0,074
HIP103025	65,062	3,810	4,726	0,131
HIP104504	47,710	2,140	5,139	0,102
HIP106288	66,094	5,941	4,923	0,198
HIP106700	65,920	4,172	4,911	0,141
HIP107370	65,445	4,497	4,605	0,152
HIP108708	68,540	6,483	4,757	0,208
HIP108996	57,937	4,666	5,066	0,177
HIP109381	42,499	1,373	4,689	0,077
HIP114328	69,493	3,815	4,528	0,140
HIP117499	66,357	3,611	4,717	0,146
HIP118159	70,771	6,261	4,756	0,206
HIP3238	76,104	4,981	4,954	0,167
HIP348	57,372	2,962	4,810	0,137
HIP4909	56,433	3,535	4,740	0,154
HIP49756	34,941	0,867	4,860	0,081
HIP5134	58,582	3,741	5,131	0,158
HIP59357	52,056	2,872	5,094	0,134
HIP60653	64,475	3,284	4,695	0,125
HIP63048	42,753	1,590	4,667	0,104
HIP6407	57,176	3,171	4,831	0,142
HIP64497	68,120	5,012	4,829	0,170
HIP7245	52,356	2,906	4,771	0,155
HIP74341	67,431	5,547	4,773	0,190
HIP74389	42,808	1,374	4,645	0,091
HIP75923	71,891	6,512	4,899	0,200
HIP77883	63,452	4,670	4,722	0,163
HIP79304	62,150	4,172	4,736	0,151
HIP8507	56,786	3,160	5,153	0,141
HIP85272	67,659	6,409	4,968	0,224
HIP85285	47,148	2,045	5,033	0,121

HIP88194	28,361	0,402	4,907	0,074
HIP89162	78,370	6,203	4,411	0,195
HIP89650	72,098	5,822	4,656	0,179
HIP91805	47,893	2,500	5,127	0,118
HIP996	53,821	2,433	4,561	0,129

Fonte: Arquivo próprio.

O Gráfico 10 mostra a dispersão da magnitude e do índice de cor B-V em relação aos valores solares. Foi utilizado para isso foi usado B -V solar 0,656 e para magnitude absoluta solar 4,8 mag (MACIEL, 1999)

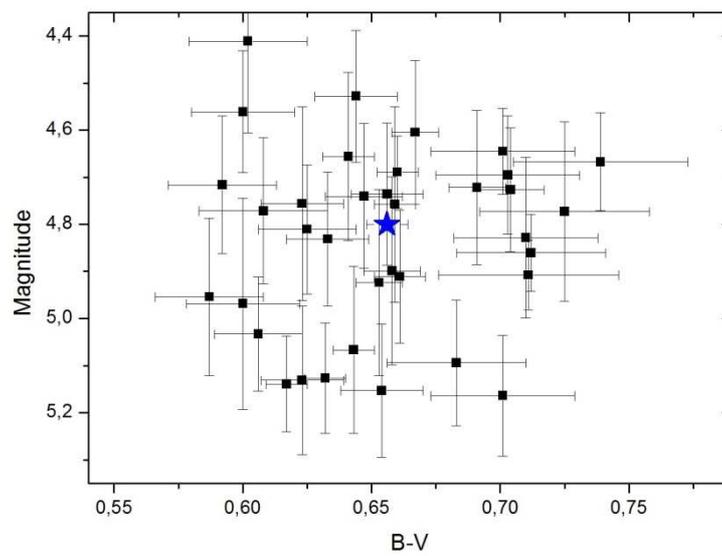


Gráfico 10 - Estrelas comparadas com o Sol

Fonte: Arquivo próprio.

No Gráfico 11 os valores de magnitude absoluta e índice de cor foram dispostos em três isócronas com $Z=0,019$, correspondente ao valor solar, mas com as idades de 1,0Gyr, 4,5Gyr e 8,0Gyr.

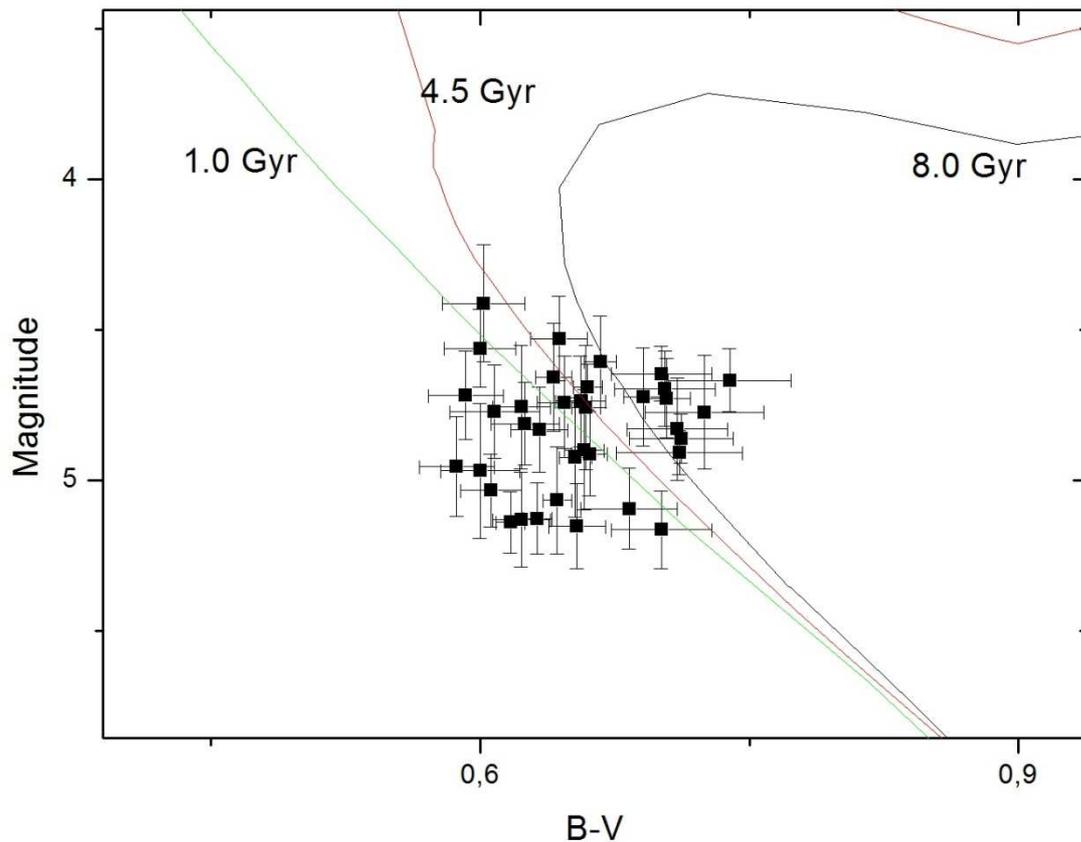


Gráfico 11 - Estrelas observadas dispostas nas isócronas de 1,0Gyr, 4,5Gyr e 8,0Gyr

Fonte: Arquivo próprio.

5.2 - Análise de Dados de Espectroscopia

Os dados foram obtidos no telescópio Perkin-Elmer de 1,60m do Observatório do Pico dos Dias no mês de Fevereiro de 2011 utilizando o espectrógrafo Coudé. Os espectros obtidos têm uma resolução de aproximadamente 30000 e sinal ruído (S/N) médio de 150. Como já dito estes espectros foram feitos com duas exposições em três comprimentos de ondas centrais: 5500Å, 6175Å e 6575Å. As exposições foram devidamente reduzidas e corrigidas em comprimento de onda para então serem introduzidos ao *software* ARES. Para otimizar a identificação de larguras equivalentes através do ARES foi necessário configurar o *rejt* (parâmetro usado para determinação do contínuo local) com base no S/N de cada estrela (SOUZA et al., 2008) como mostra a Tabela 5.

Tabela 5 - Configuração do parâmetro *rejt* do *software* ARES para melhor calibração do contínuo local baseado no S/N do espectro das estrelas analisadas

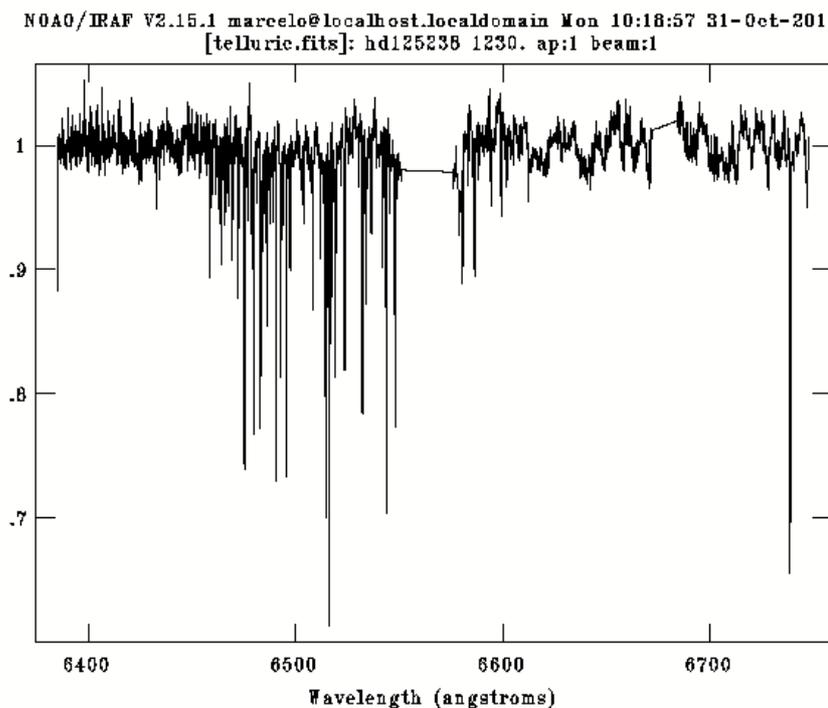
<i>S/N</i> condition	<i>rejt</i>	<i>S/N</i> condition	<i>rejt</i>
$S/N < 100$	0.985		
$100 \leq S/N < 125$	0.990	$250 \leq S/N < 300$	0.995
$125 \leq S/N < 150$	0.991	$300 \leq S/N < 500$	0.996
$150 \leq S/N < 200$	0.992	$500 \leq S/N < 800$	0.997
$200 \leq S/N < 225$	0.993	$800 \leq S/N < 1500$	0.998
$225 \leq S/N < 250$	0.994	$1500 \leq S/N$	0.999

Fonte: SOUZA (2008)

Ao obter as larguras equivalentes fornecidas pelo programa as larguras obtidas para cada comprimento de onda central foram unidas em uma única lista para cada estrela. Nesta lista foi verificado se não existia nenhuma linha repetida, pois isto interfere tanto na média da abundância final como na determinação da temperatura efetiva.

Também foi feita a observação de uma estrela quente, nos mesmos comprimentos de onda centrais, para identificação de linhas de absorção da atmosfera. A absorção da atmosfera é mais intensa no espectro de comprimento de onda central 6750Å que apresenta linhas de absorção de vapor água Figura 21. Como as linhas nessa região foram alteradas devido a absorção, estas linhas foram retiradas da lista de larguras equivalentes.

Figura 21 - Espectro de uma estrela quente em 6750Å



Fonte: Arquivo próprio.

O arquivo de saída do ARES é bem diferente do arquivo de entrada do MOOG então é necessário formatar as listas antes do cálculo das abundâncias, o que é um pouco trabalhoso, pois, como descrito anteriormente, o MOOG é muito exigente no espaçamento das colunas. Um exemplo de uma lista de larguras equivalentes no formato do MOOG se encontra no Anexo III. Para completar o arquivo de entrada do MOOG foi usado o $\log(gf)$, o potencial de excitação e o grau de excitação da lista base para identificação destas linhas pelo ARES.

Antes de iniciar o cálculo das abundâncias foi verificado se existe algumas larguras equivalentes tendenciosas. Linhas com baixo potencial de excitação tendem a ser formadas nas regiões mais externas da fotosfera, com menor temperatura e com isso devem apresentar linhas mais fortes, em contra partida de linhas com potencial de excitação mais altos, que são formadas nas regiões mais profundas da fotosfera, com temperaturas mais altas, apresentam linhas mais fracas, pois atravessam mais camadas da fotosfera até serem detectadas. Linhas que não apresentam esse padrão devem ser tratadas com bastante atenção. O ideal é obter uma lista sem essa tendência e para isso é necessário fazer um gráfico do potencial de excitação versus o logaritmo da largura equivalente reduzida, $\log(EW/\lambda)$ (BUBAR, 2011).

Com a lista calibrada, finalmente foi executado o programa MOOG. O programa, durante sua execução, fornece gráficos de abundância versus potencial de excitação, abundância versus largura equivalente reduzida e abundância versus comprimento de onda que dá ao usuário uma boa idéia da qualidade da abundância final e da validade do modelo utilizado.

No caso deste trabalho as estrelas observadas já têm os parâmetros estelares próximos dos parâmetros solares então tínhamos um bom modelo no qual iniciariamos as análises, o do próprio Sol ($T_{\text{eff}}=5770\text{K}$, $\log(g)=4,4377 \text{ cm/s}^2$, $\xi=1.0 \text{ Km/s}$ e $[M/H]=0,0 \text{ dex}$). Se o astrônomo não tiver certeza do tipo espectral da estrela sendo estudada, este deve testar vários modelos até encontrar o que melhor se encaixa. É neste cenário que os gráficos fornecidos pelo MOOG são de extrema importância. Quando se plota $[Fe/H]$ versus potencial de excitação deve-se identificar se existe uma grande inclinação da reta da regressão linear e se isso acontecer é necessário então mudar o modelo atmosférico usado. Quando os pontos deste gráfico apresentam um padrão mais horizontal em torno da reta da abundância final indica que a temperatura está de acordo com a temperatura do modelo atmosférico usado nos cálculos Gráfico 12.

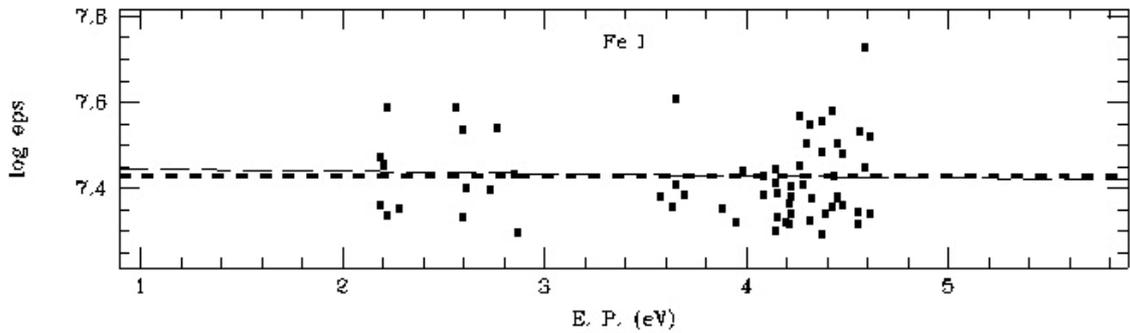


Gráfico 12 - Abundância versus o potencial de excitação

Fonte:Arquivo próprio

Fazendo o gráfico de $[Fe/H]$ versus $\log(EW/\lambda)$ é possível confirmar se a microturbulência está de acordo com a do modelo utilizado. Como na identificação da temperatura este gráfico tem que apresentar um padrão achatado, com pontos não muito distantes da reta que representa a abundância final/média, como mostra o Gráfico 13. Se isso não acontecer é necessário mudar a microturbulência do modelo.

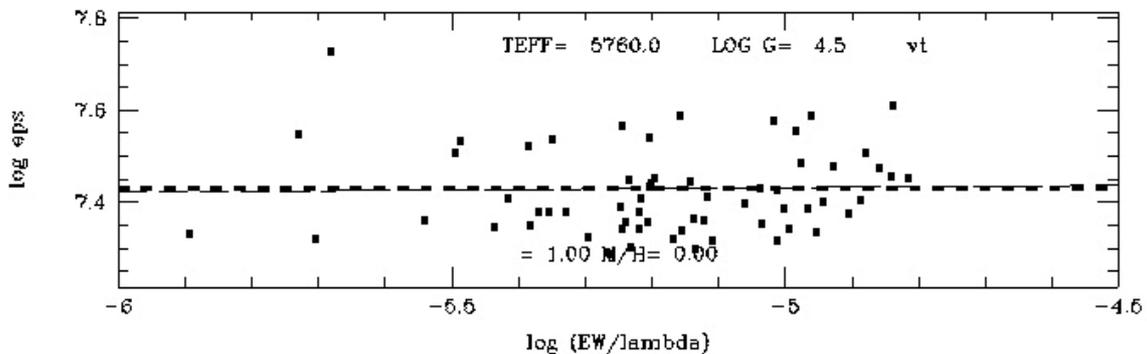


Gráfico 13 - Abundância versus largura equivalente

Fonte:Arquivo próprio

Para se encontrar a gravidade superficial, deve-se saber que, em estrelas do tipo solar, linhas de FeII são muito sensíveis a mudanças de pressão, e conseqüentemente mudanças na gravidade, enquanto linhas de FeI não neutras são, praticamente, independentes dos efeitos da gravidade superficial. Ou seja, a abundância para FeI e FeII devem ter o mesmo valor, dentro do seu limite de erros, se isso não acontecer é necessário mudar o $\log(g)$ do modelo até que os valores fiquem coerentes.

Entretanto os modelos de Kurucz disponíveis em seu *site* não apresentam valores muito específicos. Eles variam em 250K para a T, em $0,5m/s^2$ em $\log(g)$ e em 1km/s na microturbulencia. Para se conseguir modelos que compreendam valores dos já disponíveis por Kurucz existem duas alternativas práticas. A primeira é criar o seu próprio modelo

atmosférico usando o programa ATLAS9, que é um programa desenvolvido por R. L. Kurucz (KURUCZ,1970) para o cálculo de modelos atmosféricos estelares, o que não foi possível, pois a instalação deste programa não foi concluída. A segunda é a interpolação dos modelos disponíveis. Esta interpolação foi feita usando o código *intkur3*, escrito por Budaj, no qual o usuário tem que indicar quais modelos o programa deverá interpolar./

Mas esses métodos, neste trabalho, serviram em sua maior parte como indicativo de que o modelo usado é realmente o correto para as determinadas estrelas. No caso de uma estrela não se mostrar coerente com o modelo solar esta, logicamente, não está presente na hipótese original de gêmea solar.

Também foi feita a observação da Lua, nos três comprimentos de ondas centrais, usando a mesma configuração instrumental para se obter o espectro do Sol com a mesma resolução das outras estrelas. Isto foi usado não somente para servir de ponto zero para uma análise diferencial, mas também para comprovar que o MOOG apresenta resultados confiáveis para a amostra observada e metodologia empregada. O ideal seria observar o espectro solar de uma fonte pontual como um asteróide, por exemplo, o asteróide Íris ($V=8.5\text{mag}$), como foi sugerido por Jorge Meléndez. Mas devido a eficiência do espectrógrafo Coudé (CARVALHO, 2011) seria necessário um tempo de exposição muito grande conseguir um S/N equivalente a outras estrelas alvo, algo como três exposições de 20 minutos para cada comprimento de onda para um objeto de 8.5 mag e levando em consideração o grande deslocamento de um asteróide na esfera celeste, geraria uma série de problemas, como perder o alvo no CCD de guiagem. Problemas estes que não eram ideais para serem enfrentados em uma noite com poucas nuvens, o que é raro na época na qual as observações foram feitas no OPD. Então foi preferível observar rapidamente a lua cheia. Os Gráficos 14, 15 e 16 mostram a comparação do espectro solar obtido em comparação com o espectro de Kurucz.

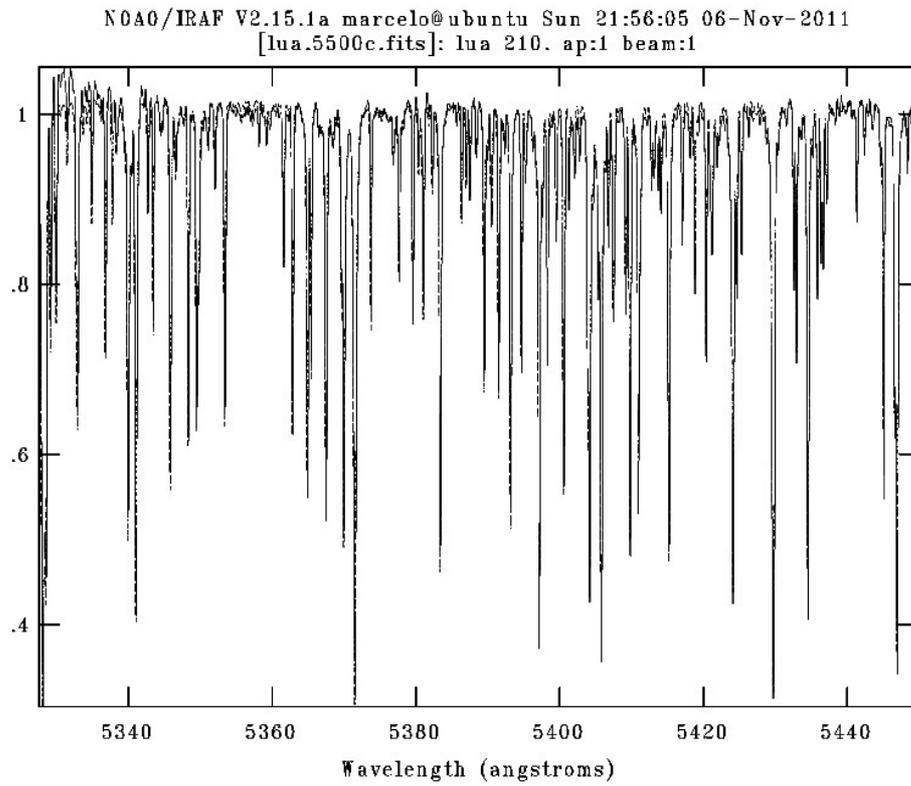


Gráfico 14 - Comparação do espectro Solar obtido observando a Lua com o espectro de Kurucz - 5300 a 5450 Angstroms

Fonte: Arquivo próprio.

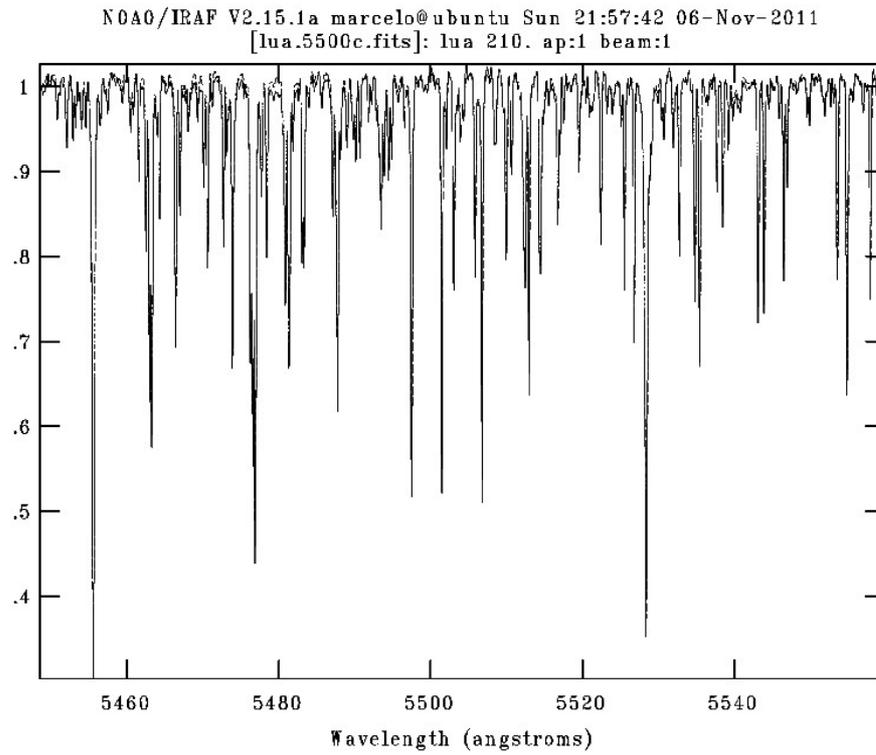


Gráfico 15 - Comparação do espectro Solar obtido observando a Lua com o espectro de Kurucz - 5450 a 5550 Angstroms

Fonte: Arquivo próprio.

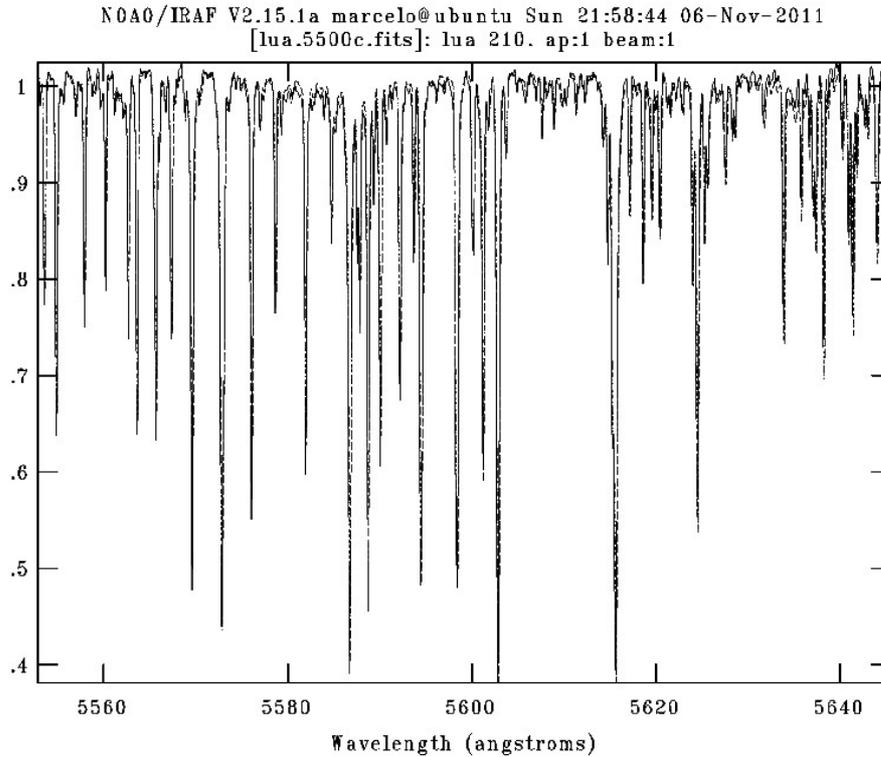


Gráfico 16 - Comparação do espectro Solar obtido observando a Lua com o espectro de Kurucz - 5550 a 5650 Angstroms

Fonte: Arquivo próprio.

Para a determinação da temperatura efetiva também foi utilizado o programa TEFF LR escrito por S. G. Sousa. Este código é desenvolvido como uma extensão para o ARES e usa uma lista de linhas de razões de linhas para determinar a temperatura efetiva de estrelas do tipo solar usando o arquivo de saída do próprio ARES. A Tabela 6 apresenta as temperaturas efetivas encontradas usando este método.

Tabela 6 - Lista de temperaturas obtidas através do código TEFF LR

Estrela	Temperatura (K)
Sol	$5757,92 \pm 35,30$
HIP36512	$5659,18 \pm 81,41$
HIP38228	$5607,58 \pm 67,55$
HIP41317	$5333,68 \pm 184,50$
HIP49756	$5647,04 \pm 73,63$
HIP63048	$5606,93 \pm 79,45$
HIP71681	$5231,92 \pm 31,16$
HIP79672	$5818,17 \pm 44,07$

Fonte: Arquivo próprio.

Essas temperaturas foram usadas como ponto de partida para o modelo atmosférico usado no cálculo das abundâncias com o MOOG.

A Tabela 7 mostra os parâmetros atmosféricos obtidos com o programa MOOG e os modelos atmosféricos de Kurucz.

Tabela 7 - Parâmetros atmosféricos obtidos com o programa MOOG e os modelos de Kurucz

Estrela	Teff(K)	σ Teff(K)	[Fe/H]	σ [Fe/H]	log(g)(cm/s ²)	σ log(g)	ξ (km/s)	$\sigma\xi$ (km/s)
Sol	5770	-	0,0	-	4.4377	-	1,00	-
HIP36512	5760	29	-0,09	0,10	4,5	0,11	1,00	0,104
HIP38228	5620	51	-0,09	0,12	4,5	0,26	1,50	0,100
HIP41317	5750	6	-0,01	0,15	4,5	0,12	1,00	0,142
HIP49756	5810	7	-0,07	0,10	4,3	0,16	1,50	0,092
HIP63048	5770	18	0,08	0,15	4,5	0,13	1,00	0,148
HIP71681	5250	53	0,17	0,15	4,5	0,29	0,90	0,230
HIP79672	5790	162	0,02	0,22	4,4	0,23	1,00	0,193

Fonte: Arquivo próprio.

A estimativa para as incertezas dos parâmetros atmosféricos foi feita do mesmo modo que NEUFORGE-VERHEECKE & MAGAIN (1997). O erro para a microturbulência corresponde a 1σ do erro estatístico na inclinação da regressão linear no diagrama de abundância versus largura equivalente reduzida. O erro da temperatura efetiva leva em conta o erro estatístico na inclinação da regressão linear no diagrama de abundância versus o potencial de excitação assim como a incerteza da microturbulência. A incerteza para [Fe/H] é determinada através da dispersão dos resultados das abundâncias de FeI em torno da média (desvio padrão) e da incerteza da microturbulência e da temperatura efetiva. Por último, para a incerteza do log g, foi incluída a contribuição da incerteza da temperatura efetiva mais a dispersão das linhas de FeII, como descrito em SOUSA (2009). Os diagramas obtidos no cálculo dos parâmetros são apresentados no Anexo IV.

Foram feitos espectros sintéticos utilizando o programa *Spectrum* (GRAY, 2011) usando os modelos atmosféricos dos cálculo de abundância. Estes espectros sintéticos foram comparados com seus respectivos espectros reais para constatar a precisão dos parâmetros atmosféricos obtidos. Um exemplo desse modelo sintético é mostrado no Gráfico 15.

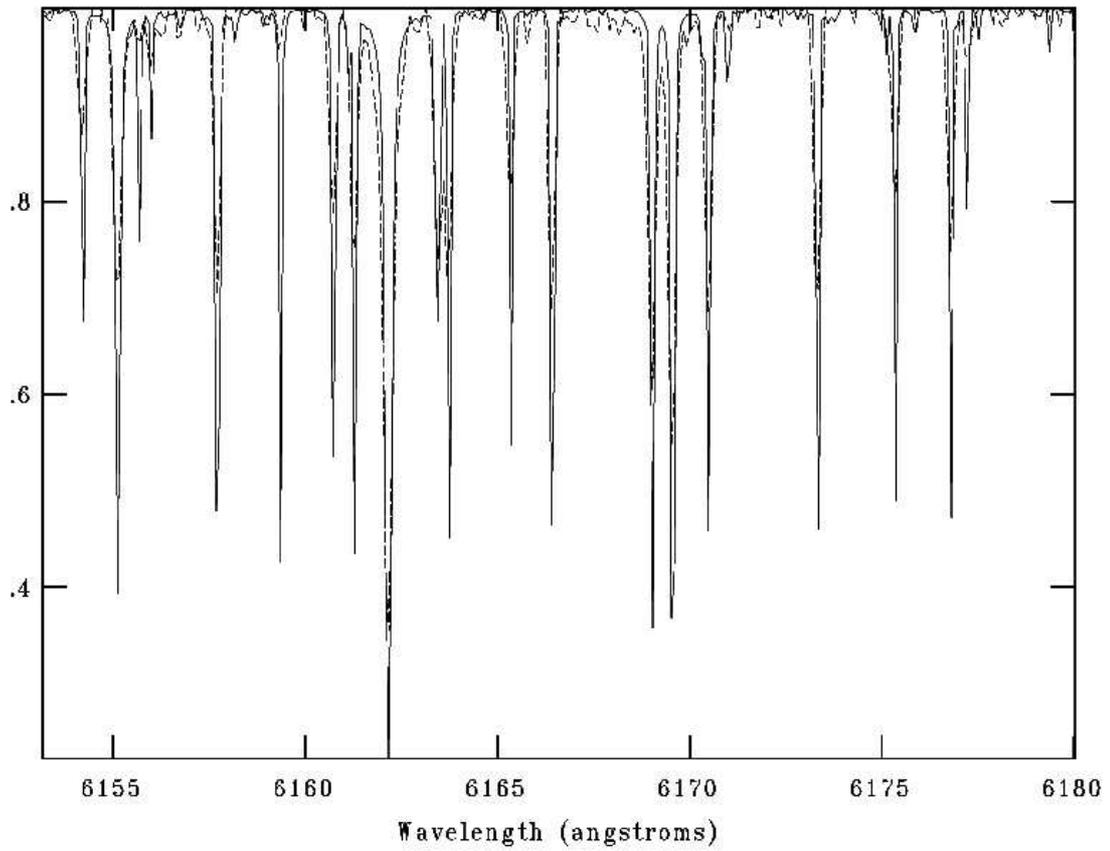


Gráfico 17 - Espectro da estrela HIP36512 comparado com seu espectro sintético produzido pelo programa *Spectrum*

Fonte: Arquivo próprio.

CONCLUSÕES

Das 75 estrelas da lista foram obtidos dados satisfatórios para 36 estrelas, dentre estas 13 estrelas estão dentro do intervalo de 0,01 mag do melhor valor considerado para índice de cor B-V do Sol, como mostra a Tabela 8. Nota-se através destes dados que o método de escolha de candidatas para gêmeas solares através de índices de cores funciona. Através da Tabela 4 é possível ver que grande parte das estrelas apresenta uma magnitude absoluta compatível com o Sol. Várias estrelas interceptam a isócrona com parâmetros solares, o que indica que estas têm parâmetros muito próximos do solar.

Tabela 8 – Possíveis estrelas gêmeas solares selecionadas por fotometria

Estrela	B-V	Erro
Sol	0,656	0,008
HIP106288	0,653	0,009
HIP106700	0,661	0,010
HIP107370	0,667	0,009
HIP108708	0,659	0,008
HIP108996	0,643	0,008
HIP109381	0,660	0,008
HIP114328	0,644	0,016
HIP4909	0,647	0,015
HIP6407	0,633	0,016
HIP75923	0,658	0,011
HIP79304	0,656	0,014
HIP8507	0,654	0,016
HIP89650	0,641	0,010

Fonte: Arquivo próprio

Para demonstrar a qualidade dos nossos dados fotométricos estes foram comparados com valores de magnitude da literatura usando os valores do catálogo *Tycho* e de Meléndez (2010). Esta comparação é mostrada na Tabela 9 e nos Gráficos 16 e 17.

Tabela 9 – Comparação das magnitudes aparentes obtidas com o FOTRAP com a literatura

Estrelas	V(Meléndez, 2010)	V(<i>TYCHO</i>)	V(FOTRAP)
HIP100963	7,091	7,162	7,140
HIP103025	8,719	8,795	8,793
HIP104504	8,550	8,608	8,532
HIP106288	-	9,077	9,024
HIP106700	-	9,081	9,006
HIP107370	-	8,751	8,684
HIP108708	8,943	9,011	8,937
HIP108996	8,894	8,966	8,881
HIP109381	-	7,899	7,831
HIP114328	-	8,804	-
HIP117499	-	8,915	-
HIP118159	9,003	9,092	9,005
HIP3238	-	9,403	-
HIP348	8,600	8,660	8,604
HIP39748	-	8,648	-
HIP4909	8,508	8,606	8,498
HIP49756	7,549	7,626	7,577
HIP5134	8,965	8,984	8,970
HIP59357	8,665	8,713	8,676
HIP60653	8,737	8,808	8,742
HIP63048	7,808	7,865	7,822
HIP6407	8,612	8,628	8,617
HIP64497	8,943	8,980	8,995
HIP64713	9,268	9,280	9,429
HIP64794	8,433	8,467	8,867
HIP64993	8,899	8,926	8,941
HIP66885	9,305	9,365	9,545
HIP7245	8,377	8,442	8,366
HIP73815	8,198	8,290	8,137
HIP74341	8,861	8,929	8,917
HIP74389	7,781	7,807	7,803
HIP75923	9,184	9,290	9,182
HIP77883	8,739	8,820	8,734
HIP79304	8,684	8,734	8,703
HIP82853	-	9,062	-
HIP83707	-	8,702	-
HIP8507	8,890	8,980	8,924
HIP85272	-	9,173	-
HIP85285	8,388	8,443	8,400
HIP88194	7,070	7,140	7,171
HIP89162	-	8,972	-
HIP89650	-	8,996	-

HIP91805	-	8,613	-
HIP996	8,184	8,253	8,216

Fonte: Arquivo próprio

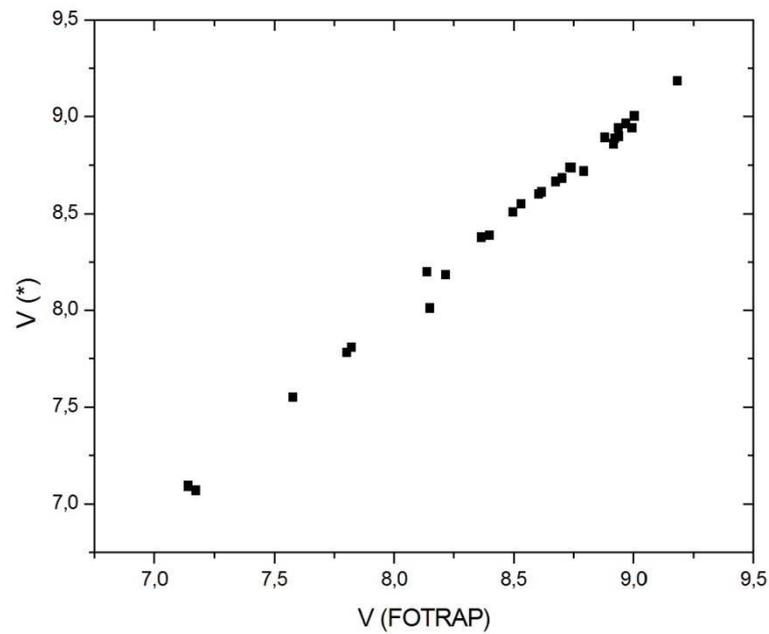


Gráfico 18 – Comparação dos valores de magnitude aparente entre Meléndez, 2010 (*) e FOTRAP

Fonte: Arquivo próprio.

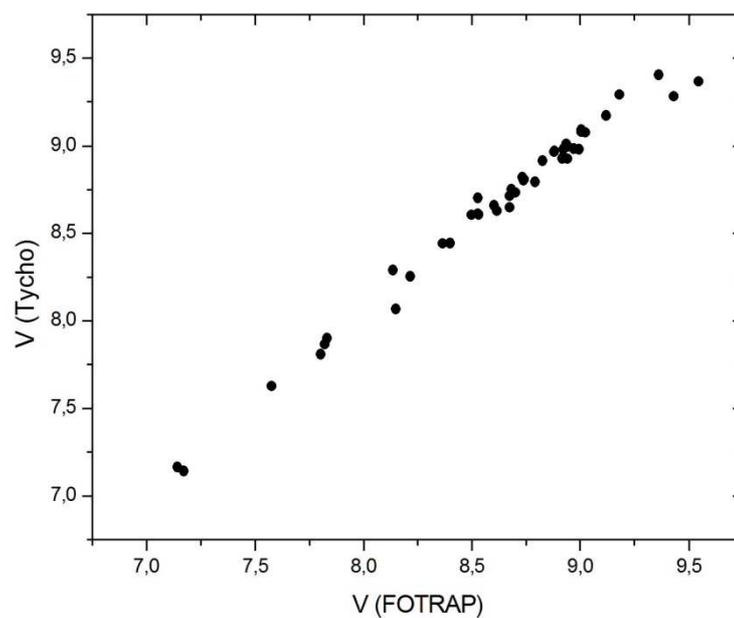


Gráfico 19 - Comparação dos valores de magnitude aparente entre Tycho e FOTRAP

Fonte: Arquivo próprio.

O desvio padrão encontrado para a dispersão dos pontos na comparação entre Meléndez, 2010 e FOTRAP foi de 0,039 (com HIP5134, HIP59357 e HIP49756 como *outliers*) e para a comparação entre *Tycho* e FOTRAP foi de 0,065 (com HIP64794 e HIP82853 como *outliers*).

A comparação do índice de cor B-V do FOTRAP também é feita usando valores do catálogo *Tycho*, como mostra a Tabela 10.

Tabela 10 – Comparação de B-V do FOTRAP com o catálogo *Tycho*

ESTRELA	B-V (<i>Tycho</i>)	B-V (FOTRAP)
HIP100963	0,718	0,716
HIP103025	0,709	0,704
HIP104504	0,736	0,617
HIP106288	0,706	0,653
HIP106700	0,704	0,661
HIP107370	0,785	0,667
HIP108708	0,726	0,659
HIP108996	0,712	0,643
HIP109381	0,738	0,660
HIP114328	0,757	0,644
HIP117499	0,689	0,592
HIP118159	0,695	0,623
HIP3238	0,714	0,587
HIP348	0,697	0,625
HIP39748	0,707	0,614
HIP4909	0,712	0,647
HIP49756	0,698	0,712
HIP5134	0,713	0,623
HIP55409	0,727	0,732
HIP59357	0,692	0,683
HIP60653	0,667	0,703
HIP63048	0,763	0,739
HIP6407	0,772	0,633
HIP64497	0,774	0,710
HIP64713	0,768	0,674
HIP64794	0,755	0,560
HIP64993	0,751	0,654
HIP66885	0,724	0,634
HIP7245	0,708	0,608
HIP73815	0,690	0,730
HIP74341	0,755	0,725
HIP74389	0,748	0,701
HIP75923	0,669	0,658

HIP77883	0,712	0,691
HIP79304	0,737	0,656
HIP82853	0,753	0,763
HIP83707	0,718	0,728
HIP8507	0,705	0,654
HIP85272	0,691	0,600
HIP85285	0,731	0,606
HIP88194	0,719	0,711
HIP89162	0,732	0,602
HIP89650	0,712	0,641
HIP91805	0,690	0,632
HIP996	0,705	0,600

Fonte:Arquivo próprio.

A dispersão dos valores comparados tem um desvio padrão de 0,051. Foi feito um gráfico para comparação do índice de cor B-V(Tycho) versus B-V(FOTRAP), entretanto, este apresentou dados muito dispersos fazendo com que não fosse possível identificar um padrão. Mas, como foi constatado no Gráfico 17, os valores para V são semelhantes entre o FOTRAP e o catálogo Tycho. A possibilidade de existir um *offset* entre as magnitudes de diferentes origens foi levada em conta, mas foi descartada, pelo menos no filtro V.

Também se tentou fazer um gráfico de B-V versus b-y (MELÉNDEZ et al, 2010), que embora sejam dados diferentes, ao se fazer uma comparação seria esperado certo acordo pois, ambos sistemas estão em regiões similares do espectro. Entretanto, novamente não foi possível verificar nenhum padrão de correspondência entre um sistema e outro com os dados em mãos.

Infelizmente, devido ao tempo limitado de noites conseguidas no telescópio de 1,6m e também a eficiência do espectrógrafo Coudé, não foi possível observar grande parte das estrelas observadas fotometricamente. Entretanto, das estrelas observadas espectroscopicamente, as estrelas HIP 36512, HIP 49756, HIP 63048 e HIP 79672 podem ser consideradas gêmeas solares, considerando pois, suas respectivas incertezas, tem seus parâmetros estelares idênticos ao do Sol. Também foi feita uma comparação dos parâmetros estelares obtidos neste trabalho com Baumann et al (2010), como é mostrado na Tabela 11.

Tabela 11 – Comparação entre os parâmetros estelares deste trabalho com Baumann et al, 2010*

Estrela	Teff	Teff*	log g	log g*	[Fe/H]	[Fe/H]*	ξ(km/s)	ξ(km/s)*
HIP36512	5760	5740	4,50	4,50	-0,09	-0,092	1,00	0,99
HIP38228	5620	5693	4,50	4,52	-0,07	0,007	1,50	0,99
HIP41317	5750	5724	4,50	4,46	-0,01	-0,044	1,00	0,98
HIP49756	5810	5804	4,30	4,45	-0,06	0,041	1,50	1,03
HIP63048	5770	-	4,50	-	0,08	-	1,00	-
HIP71681	5250	-	4,50	-	0,17	-	0,90	-
HIP79672	5790	5822	4,40	4,45	0,02	0,051	1,00	-

Fonte: Arquivo próprio.

É importante dizer que a estrela HIP 71681 (α Centauri B) não fazia parte da lista de candidatas a possíveis gêmeas solares. A estrela que deveria ser observada era a HIP 71683 (α Centauri A), mas devido a proximidade e o brilho das duas estrelas ocorreu um erro de identificação durante a observação. Mas analisando seus parâmetros estelares é possível dizer que esta estrela é uma análoga solar junto com as demais estrelas analisadas.

A estrela HIP 79672 é citada em Nascimento (2009) como uma gêmea solar com $T_{\text{eff}}=5762\pm 50$ e com $[\text{Fe}/\text{H}]=0,039$, o que concorda muito bem com os parâmetros encontrados neste trabalho. É possível ver os diagramas provenientes do programa MOOG no Anexo V, que foram usados na obtenção dos parâmetros estelares de cada estrela.

Para a conclusão destes trabalhos foram enfrentadas várias dificuldades referente a observação. Não foram raras as noites em que o tempo não foi o ideal, ainda mais no que se refere a fotometria. Várias noites de frio e muitas delas com dores musculares, pois observar cerca de 30 estrelas por noite no telescópio Zeiss requer muita atividade física. Também houve problemas na instalação e na execução de alguns programas necessários para a obtenção dos parâmetros estelares de fotometria. Já foi dito que o programa MOOG é bastante exigente na formatação dos seus arquivos de entrada e isso levou um tempo considerável para ser contornado. Pensando que o leitor possa estar tendo os mesmos problemas foi disponibilizado nos Anexos II, III e IV exemplos da formatação necessária para os cálculos de abundância do MOOG, incluindo o *driver* para da tarefa *abfind*. Neste trabalho foram desenvolvidas várias habilidades como a de redução de dados, utilização do ambiente GNU assim como experiência em observações astronômicas.

Este trabalho terá continuidade no doutorado, que será feito no Instituto de Astronomia e Geofísica da Universidade de São Paulo. Foi obtido tempo novamente para o telescópio 1,6m do OPD usando o espectrógrafo MUSICOS (*Multi Site Continuous Spectroscopy*). Este é um espectrógrafo *echelle* doado pela França que pertencia ao

Observatoire Mid-Pyrenees. Os dados obtidos com este instrumento ainda devem ser reduzidos e analisados.

BIBLIOGRAFIA

BAUMANN, P.; RAMÍREZ, I.; MELÉNDEZ, J.; ASPLUND, M.; LIND, K. “Lithium Depletion in Solar-like Stars: No Planet Connection”. In: **The Astronomy and Astrophysics**, vol. 519, 2010. A87.

BUBAR, E. J., *Equivalent Width Abundance Analysis In Moog*. Texto usado na obtenção de parâmetros atmosféricos através de espectroscopia. Disponível em: <www.pas.rochester.edu/~ebubar/abfind_moog.ps>. Acesso em: Ago. 2011.

BUDAJ, J., Intkur3. Programa para interpolação de modelos atmosféricos de Kurucz. Disponível em: <<http://www.ta3.sk/~budaj/software>>. Acesso em: Set. 2011.

BUDDING, E. **An Introduction to Astronomy Photometry**. Cambridge University Press: Cambridge, 1993.

CARVALHO, B. J. “Estudos dos Componentes Óticos do Espectrógrafo Coudé do Observatório do Pico dos Dias e Proposta para sua Melhoria”. Unifei. 2011.

CAYREL de STROBEL, G. C. de; KNOWLES, N.; HERNANDEZ, G.; BENTOLILA, C. “In Search of Real Solar Twins”. **The Astronomy and Astrophysics**, vol. 94, 1980. p. 1 – 11.

CAYREL de STROBEL, G. C. de & BENTOLILA, C. “In Search of Real Solar Twins II”. In: **The Astronomy and Astrophysics**, vol. 211, 1989. p. 324 – 340.

CAYREL de STROBEL, G. C. de; CHMIELEWSKI, Y.; SPITE, M.; LÈBRE, A.; BENTOLILA, C. “In Search of Real Solar Twins III”. In: **The Astronomy and Astrophysics**, vol. 274, 1993. p. 825 – 837.

CAYREL de STROBEL, G. C. “Stars resembling the Sun”. In: **The Astronomy and Astrophysics Review**, vol. 7, n. 3. 1996. p. 243 – 288.

GCC. Compiladores GNU. Disponível em: <<http://gcc.gnu.org/>>. Acesso em: Mar. 2011.

GRAHAM, J. A. “UBVRI Standard Stars in the E-Regions”. In: **Astronomical Society of the Pacific**, vol. 94, 1982. p. 244.

GRAY, D. F. **Stellar Photospheres**. Cambridge University Press: Cambridge, 2005

GRAY, R. O. Spectrum. Programa para o cálculo de espectros sintéticos. Disponível em: <<http://www1.appstate.edu/dept/physics/spectrum/spectrum.html>>. Acesso em: Out. 2011.

GIRARDI, L. *CMD 2.3 input form*. Interface para criação de isócronas e seus derivados. Disponível em: <<http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/cmd>>. Acesso em: Set. 2011.

HARRIS, William E.; FITZGERALD, M. Pim; REED, Cameron. “Photoelectric Photometry: An Approach to Data Reduction”. In: **Astronomical Society of the Pacific**, vol. 93, 1981. p. 507 – 517.

HEASARC, *National Aeronautics and Space Administration*. Biblioteca CFITSIO. Disponível em: <<http://heasarc.nasa.gov/fitsio/fitsio.html>>. Acesso em: Mar. 2011.

JABLONSKI, F.; BAPTISTA, R.; BARROSO, J. Jr.; GNEIDING, C. D.; RODRIGUES, F.; CAMPOS, R.P. “Calibration of UBVR I High-Speed Photometer of Laboratório Nacional de Astrofísica, Brazil”. In: **Astronomical Society of the Pacific**, vol. 106, 1994. p. 1172 - 1183.

KURUCZ, R. L. “Atlas: A Computer Program For Calculating Model Stellar Atmospheres”. In: **Smithsonian Astrophysical Observatory**, Especial Report, n. 309. 1970.

KURUCZa, R. L.; SMITH, P. L.; HEISE, C.; ESMOND, J. R. Banco de dados de linhas espectrais atômicas. Disponível em: <<http://www.cfa.harvard.edu/amp/ampdata/kurucz23/sekur.html>>. Acesso em: Mar. 2011.

KURUCZb, R. L. Banco de dados de modelos atmosféricos. Disponível em: <<http://kurucz.harvard.edu/grids.html>>. Acesso em: Mar. 2011.

KURUCZc, R. L. Espectro reduzido do Sol. Disponível em: <<http://kurucz.harvard.edu/sun/fluxatlas2005/>>. Acesso em: Ago. 2011.

LNAa. Informação sobre os telescópios Zeiss e Perkin-Elmer. Disponível em: <<http://www.lna.br/opd/telescop/telescop.html>>. Acesso em: Ago. 2011.

LNAb, Manual de Operação do Instrumento FOTRAP. Disponível em: <http://www.lna.br/opd/instrum/FOTRAP/fot_manu_1.html>. Acesso em: Ago. 2011.

LNAc, Manual de Operação do Instrumento Coudé. Disponível em:
<http://www.lna.br/opd/instrum/manual/Manual_160mOPD_Cap3.pdf>. Acesso em: Jan. 2011.

LNAAd, Manual de Procedimentos para observação no Telescópio Perkin-Elmer de 1,60m do OPD. Disponível em:
<http://www.lna.br/opd/instrum/manual/Manual_160mOPD_Cap1.pdf>. Acesso em: Jan. 2011.

LNAe. Gráfico da eficiência dos espelhos do espectrógrafo Coudé. Disponível em:
<http://www.lna.br/opd/instrum/coude/eficiencia_coude.html>. Acesso em: Jan. 2011.

MACIEL, W.J. **Introdução à Estrutura e Evolução Estelar**. Edusp: São Paulo, 1999.

MELÉNDEZ, J. & RAMÍREZ, I. “HIP 56948: A Solar Twin with a Low Lithium Abundance”. In: **The Astronomical Journal**, vol. 669, n. 2, 2007. p. L89 – L92.

MELÉNDEZ, J.; SCHUSTER, W. J.; SILVA, J. S.; RAMÍREZ, I; CASAGRANDE, L.; COELHO, P. “ubvy- β Photometry of Solar Twins”. In: **The Astronomy and Astrophysics**, vol. 522, 2010. A98.

NASCIMENTO, J. D.; CASTRO, M.; MELÉNDEZ, J; BAZOT, M.; THÉADO, S.; PORTO de MELLO, G. F.; De MEDEIROS, J.R. “Age and Mass of Solar Twins Constrained by Lithium Abundance”. In: **The Astronomy and Astrophysics**, vol. 501, 2009. p. 687 - 694.

NEUFORGE-VERHEECKE, C. & MAGAIN, P. “Spectroscopic Analysis of the Alpha Centauri System”. In: **The Astronomy and Astrophysics**, vol. 328, 1997. p. 261 – 268.

PASQUINI, L.; BIAZZO, K.; BONIFACIO, P.; RANDICH, S.; BEDIN, L. R. “Solar Twins in M 67”. In: **The Astronomy and Astrophysics**, vol. 489, 2008. p. 677 - 684.

PORTO de MELLO, G. F. & Da SILVA, L. “HR 6060: The Coldest Ever Solar Twin?”. In: **The Astronomical Journal**, vol. 482, 1997. p. L89 – L92.

PORTO de MELLO, G. F. & Da SILVA, R.O. “A Survey of Solar Twin Stars within 50 Parsecs of the Sun”. In: **ASP conference Series**, vol. 213, 2000

PLOTUTILS. Pacote plotutils. Disponível em: <<http://www.gnu.org/software/plotutils/>>. Acesso em: Mar. 2011.

RAMÍREZ, I; MELÉNDEZ, J; ASPLUND, M. “Accurate Abundance Patterns of Solar Twins and Analogs: Does the Anomalous Solar chemical Composition come from Planet Formation”. In: **The Astronomy and Astrophysics**, vol. 508, 2009. p. L17 – L20.

SIMBAD, *Astronomical Database*. Banco de dados astronômicos. Disponível em: <<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>>. Acesso em: Set. 2011.

SNEDENa, C. MOOG. Programa para o cálculo de abundâncias. Disponível em: <<http://www.as.utexas.edu/~chris/moog.html>>. Acesso em: Mar. 2011.

SNEDENb, Chris. “MOOG An LTE Stellar Line Analysis Program”. 2002. Disponível em: <<http://www.as.utexas.edu/~chris/codes/WITEMOOG.ps>> Acesso em: Mar. 2011.

SODERBLOM, D. R. & KING, J.R. *Solar-Type Stars: Basic Information on Their Classification and Characterization*. Informação sobre a classificação de análogas solares. Disponível em: <<http://www2.lowell.edu/users/jch/workshop/drs/drs-p1.html>>. Acesso em: Out. 2011.

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 of 451 star in HARPS GTO planet search program”. In: **The Astronomy and Astrophysics**, vol. 487, 2008. p. 373 - 382.

SOUSA, S. G. “Spectroscopy, Interferometry and Seismic Study os Solar-Type Stars”. Faculdade de Ciências do Porto. 2009.

SOUSA, S. G, ARES: *Automatic Routine for Line Equivalent Widths in Stellar Spectra*. Programa para identificação de larguras equivalentes e também TEFV LR programa para o cálculo da temperatura efetiva. Disponível em: <<http://www.astro.up.pt/~sousasag/Ares/>>. Acesso em: Mar. 2011.

STRAIZYS, V. & VALIANGA, G.. “Coloar Indices of the Sun in the Vilnius and the UBV Systems”. In: **Baltic Astronomy**, vol. 3, 1994. p. 282-291.

STSDAS, *Space Telescope Science Institute*. Site que fornece o pacote *noao.rv* para identificação de linhas espectrais para correção de velocidade radial. Disponível em: <<http://stsdas.stsci.edu/cgi-bin/gethelp.cgi?rvidlines>>. Acesso em: Mar. 2011.

TYCHO. Banco de dados do catálogo Tycho. Disponível em: <<http://vizier.u-strasbg.fr/cgi-bin/VizieR?-source=I/259>>. Acesso em: Nov. 2011.

UFL, *University of Florida*. Informação sobre CCDs. Disponível em: <<http://www.astro.ufl.edu/~oliver/ast3722/lectures/CCDImaging/CCDimaging.htm>>. Acesso em: Jan. 2011.

WIKIPEDIAa. Esquema de uma fotomultiplicadora. Disponível em: <<http://en.wikipedia.org/wiki/Photomultiplier>>. Acesso em: Out. 2011.

WIKIPEDIAb. Imagem e informação sobre Largura Equivalente. Disponível em: <http://en.wikipedia.org/wiki/Equivalent_width>. Acesso em: 27 Out. 2011.

ANEXOS

Anexo I - Amostra Seleccionada

HIP	HD	R.A. 2000	Dec 2000	V
348	225194	00 04 21,31	+12 57 25,4	8,60
996	804	00 12 28,20	+20 14 03,8	8,18
3238	3968	00 41 12,30	-68 27 28,1	9,36
4909	6204	01 02 57,42	-09 51 40,6	8,52
5134	6470	01 05 42,93	+02 28 37,6	8,97
6407	8291	01 22 18,70	+03 30 48,6	8,61
7245	9446	01 33 20,06	+29 15 55,0	8,35
8507	11195	01 49 42,90	-18 56 10,0	8,89
9349	12264	02 00 05,31	-13 32 45,8	7,99
10710	-	02 17 55,49	+19 40 50,4	8,90
10725	14397	02 18 02,21	-50 49 08,3	8,51
11514	15507	02 28 28,81	-45 01 22,6	8,66
11728	15632	02 31 24,08	+22 05 14,4	8,03
11915	16008	02 33 48,89	-19 36 42,8	8,61
12581	16917	02 41 46,70	-34 12 11,0	9,13
12766	17439	02 44 04,10	-68 08 53,6	8,63
14614	19518	03 08 44,26	+15 20 07,1	7,85
17760	24201	03 48 08,34	-58 13 19,4	8,94
18261	24552	03 54 22,62	+01 15 42,9	7,97
18944	25912	04 03 37,98	-51 55 49,7	8,20
19658	26864	04 12 43,71	-47 33 56,8	8,73
20168	27577	04 19 21,78	-41 57 42,1	8,99
23553	32804	05 03 52,74	-40 36 27,5	8,38
25670	36152	05 28 89,18	-17 25 44,6	8,27
28336	40620	05 59 16,50	-17 54 00,9	8,98
30037	45021	06 19 15,00	-68 49 53,7	9,16
30502	45346	06 24 43,76	-43 24 21,2	8,66
36512	59711	07 30 39,98	-15 59 39,6	7,73
39748	67578	08 07 25,45	-32 00 32,9	8,60
41317	71334	08 25 49,42	-29 55 47,6	7,81
43190	75288	08 47 58,02	-35 43 39,0	8,51
44935	78534	09 09 10,26	+10 49 19,5	8,72
44997	78660	09 09 53,97	+14 27 24,1	8,34
46126	81700	09 24 22,84	-63 43 05,4	8,52
47990	84705	09 46 53,96	-04 17 52,7	8,69
49572	-	10 07 10,32	+29 27 24,0	9,27
49756	88072	10 09 23,55	+02 22 16,0	7,55
50826	-	10 22 41,30	+16 55 53,0	9,12
54102	96116	11 04 13,61	-57 45 54,1	8,65
55409	98649	11 20 51,90	-23 13 00,9	8,00
59357	105779	12 10 39,09	-16 57 22,2	8,65
60653	108204	12 25 54,32	-17 14 53,9	8,72
63048	112257	12 55 08,27	+27 45 59,5	7,80
64150	114174	13 08 50,97	+05 12 31,9	6,78
64497	114826	13 13 13,12	-08 55 54,2	8,92
64713	115169	13 15 47,46	-29 30 20,5	9,26
64794	115382	13 16 48,32	+12 24 57,4	8,42
64993	115739	13 19 17,64	-15 34 02,4	8,86
66885	119205	13 42 25,18	-30 39 56,9	9,29
69063	123152	14 08 12,42	-63 16 56,7	8,88

73815	133600	15 05 13,25	+06 17 25,8	8,18
74341	134902	15 11 37,11	+24 13 59,0	8,85
74389	134664	15 12 10,29	-30 53 09,7	7,76
75923	138159	15 30 25,22	-01 1907,5	9,16
77883	142331	15 54 19,85	-08 34 49,2	8,72
79304	145478	16 11 06,45	+02 54 52,0	8,67
79672	146233	16 15 37,13	-08 22 05,7	5,49
82853	150027	16 55 57,28	-83 13 05,6	8,99
83707	154221	17 06 28,90	-47 50 44,5	8,60
85272	156922	17 25 26,31	-67 21 32,2	9,10
85285	157691	17 25 36,62	-21 37 54,1	8,37
88194	164595	18 00 38,99	+29 34 17,4	7,07
89162	165357	18 11 47,19	-70 19 06,7	8,89
89650	167060	18 17 44,03	-61 42 30,3	8,93
91805	172568	18 43 08,62	-45 54 00,8	8,53
100963	195034	20 28 11,83	+22 07 46,5	7,09
103025	-	20 52 21,07	+15 06 22,6	8,72
104504	201422	21 10 07,81	-24 49 22,9	8,54
106288	204670	21 31 39,50	-45 54 03,2	9,02
106700	205393	21 36 44,14	-54 14 08,1	9,00
107370	206725	21 44 50,03	-32 41 39,6	8,68
108708	209096	22 01 14,65	-19 18 45,7	8,94
108996	209562	22 04 49,75	-23 43 46,5	8,88
109381	210193	22 09 34,49	-41 13 29,0	7,83
114328	218544	23 09 16,53	-40 59 28,3	8,73
117499	223412	23 49 37,91	-67 56 38,4	8,85
118159	224448	23 58 04,56	-00 07 41,3	9,02

Fonte: Elaboração própria das amostras cedidas por Dr. Jorge Melendez (IAG/USP)

Anexo II – Driver abfind MOOG

abfind

standard_out '/home/user/exemplo/exemplo.std'

summary_out '/home/user/exemplo/exemplo.sum'

model_in '/home/user/MODELOSATM/exemplo.dat'

lines_in '/home/user/LINHAS/exemplo.dat'

terminal 'x11'

atmosphere 1

molecules 2

lines 3

flux/int 0

damping 0

units 0

obspectrum 0

plot 4

strong 0

Anexo III - Exemplo de lista de entrada de larguras equivalentes para o MOOG

HIP36512

5361.62	26.0	4.42	-1.205	51.40307
5373.71	26.0	4.47	-0.841	63.11032
5376.83	26.0	4.29	-2.040	17.11066
5379.58	26.0	3.69	-1.552	57.95712
5386.34	26.0	4.15	-1.709	30.30024
5398.28	26.0	4.45	-0.684	66.79858
5401.27	26.0	4.32	-1.712	23.03310
5406.78	26.0	4.37	-1.429	29.16902
5409.14	26.0	4.37	-1.051	56.96991
5417.04	26.0	4.42	-1.404	31.14406
5432.95	26.0	4.45	-0.729	71.54424
5441.34	26.0	4.31	-1.558	27.46513
5461.55	26.0	4.45	-1.570	24.12026
5464.28	26.0	4.14	-1.595	31.83768
5466.99	26.0	3.65	-2.141	33.10042
5491.83	26.0	4.19	-2.195	10.81754
5522.45	26.0	4.21	-1.419	40.01478
5538.52	26.0	3.63	-2.090	34.24999
5543.94	26.0	4.22	-1.070	55.94826
5546.51	26.0	4.37	-1.124	57.25223
5547.00	26.0	4.22	-1.741	25.95840
5553.58	26.0	4.43	-1.321	56.45546
5560.22	26.0	4.43	-1.064	50.84340
5567.40	26.0	2.61	-2.594	70.10818
5584.77	26.0	3.57	-2.189	33.50963
5618.64	26.0	4.21	-1.298	43.60697
5635.83	26.0	4.26	-1.556	35.80502
5638.27	26.0	4.22	-0.809	72.83752
5641.44	26.0	4.26	-0.969	51.46716
5651.47	26.0	4.47	-1.763	16.21438
5652.32	26.0	4.26	-1.751	31.97497
5653.87	26.0	4.39	-1.402	32.11469
5661.35	26.0	4.28	-1.828	21.65740
5983.69	26.0	4.55	-0.719	57.97901
6005.55	26.0	2.59	-3.479	26.80905
6027.06	26.0	4.08	-1.178	59.83931
6034.04	26.0	4.31	-2.306	11.21892
6082.72	26.0	2.22	-3.566	42.05838
6089.57	26.0	4.58	-1.273	35.33647
6096.67	26.0	3.98	-1.776	38.11527
6098.25	26.0	4.56	-1.755	19.73483
6127.91	26.0	4.14	-1.417	46.75518
6151.62	26.0	2.18	-3.298	46.17588

6157.73	26.0	4.08	-1.238	59.57500
6159.38	26.0	4.61	-1.878	25.68449
6165.36	26.0	4.14	-1.502	44.15186
6173.34	26.0	2.22	-2.877	76.88374
6180.21	26.0	2.73	-2.632	53.67770
6187.99	26.0	3.94	-1.620	41.93619
6200.32	26.0	2.61	-2.397	70.31101
6219.29	26.0	2.20	-2.463	89.27797
6226.74	26.0	3.88	-2.069	25.77829
6229.24	26.0	2.85	-2.866	38.76678
6232.65	26.0	3.65	-1.240	89.86464
6240.65	26.0	2.22	-3.292	43.58336
6265.14	26.0	2.18	-2.559	86.44677
6270.23	26.0	2.86	-2.573	45.83290
6297.80	26.0	2.22	-2.777	98.49210
6315.81	26.0	4.08	-1.645	52.73657
6322.69	26.0	2.59	-2.368	69.92630
6335.34	26.0	2.20	-2.339	96.36720
6481.88	26.0	2.28	-2.929	59.50080
6593.88	26.0	2.43	-2.384	92.25487
6609.12	26.0	2.56	-2.632	72.08579
6627.55	26.0	4.55	-1.475	24.19243
6653.86	26.0	4.15	-2.407	8.50195
6703.57	26.0	2.76	-3.022	41.86914
6705.11	26.0	4.61	-1.057	40.34119
6713.05	26.0	4.61	-1.514	27.60034
6725.36	26.0	4.10	-2.187	33.36290
6726.67	26.0	4.61	-1.045	15.61243
6732.07	26.0	4.58	-2.144	14.01338
5414.07	26.1	3.22	-3.568	15.05418
5425.25	26.1	3.20	-3.234	31.25026
5534.85	26.1	3.25	-2.792	61.88503
5991.38	26.1	3.15	-3.539	43.40241
6113.32	26.1	3.22	-4.108	23.50707
6149.25	26.1	3.89	-2.719	34.33494
6238.39	26.1	3.89	-2.526	43.70745
6247.56	26.1	3.89	-2.347	50.96923
6407.29	26.1	3.89	-2.899	41.40612
6416.93	26.1	3.89	-2.625	37.32019
6432.69	26.1	2.89	-3.572	42.35418
6456.39	26.1	3.90	-2.110	62.14391

Anexo IV - Exemplo de modelos atmosféricos MOOG

KURUCZ

TEFF= 5777.0 LOG G= 4.43770

NTAU 72

5.85641157E-04	3650.6	1.604E+01	2.691E+09	2.277E-04	4.614E-02	1.000E+05
7.64075733E-04	3679.3	2.093E+01	3.460E+09	2.708E-04	5.246E-02	1.000E+05
9.64357866E-04	3708.1	2.642E+01	4.323E+09	3.215E-04	5.875E-02	1.000E+05
1.18880467E-03	3739.6	3.257E+01	5.301E+09	3.833E-04	6.556E-02	1.000E+05
1.43968315E-03	3772.9	3.944E+01	6.405E+09	4.580E-04	7.260E-02	1.000E+05
1.72040589E-03	3806.0	4.713E+01	7.644E+09	5.440E-04	7.922E-02	1.000E+05
2.04518462E-03	3835.7	5.603E+01	9.057E+09	6.106E-04	7.528E-02	1.000E+05
2.43018260E-03	3864.0	6.658E+01	1.072E+10	6.884E-04	7.232E-02	1.000E+05
2.88470951E-03	3890.9	7.903E+01	1.265E+10	7.789E-04	7.010E-02	1.000E+05
3.41955100E-03	3916.6	9.368E+01	1.491E+10	8.839E-04	6.855E-02	1.000E+05
4.04794408E-03	3941.6	1.109E+02	1.753E+10	1.003E-03	6.719E-02	1.000E+05
4.78584432E-03	3965.8	1.311E+02	2.059E+10	1.140E-03	6.628E-02	1.000E+05
5.65179969E-03	3989.5	1.548E+02	2.413E+10	1.295E-03	6.580E-02	1.000E+05
6.66906536E-03	4013.0	1.827E+02	2.826E+10	1.469E-03	6.535E-02	1.000E+05
7.86355557E-03	4036.1	2.154E+02	3.307E+10	1.670E-03	6.536E-02	1.000E+05
9.26347859E-03	4059.1	2.538E+02	3.865E+10	1.902E-03	6.579E-02	1.000E+05
1.09016165E-02	4082.2	2.987E+02	4.512E+10	2.169E-03	6.662E-02	1.000E+05
1.28179248E-02	4105.9	3.512E+02	5.265E+10	2.472E-03	6.736E-02	1.000E+05
1.50599675E-02	4130.2	4.126E+02	6.140E+10	2.818E-03	6.820E-02	1.000E+05
1.76802582E-02	4155.0	4.844E+02	7.157E+10	3.217E-03	6.938E-02	1.000E+05
2.07415612E-02	4180.6	5.683E+02	8.339E+10	3.671E-03	7.056E-02	1.000E+05
2.43225675E-02	4207.0	6.664E+02	9.715E+10	4.183E-03	7.153E-02	1.000E+05
2.85110592E-02	4234.1	7.811E+02	1.132E+11	4.771E-03	7.262E-02	1.000E+05
3.34046767E-02	4261.5	9.152E+02	1.318E+11	5.448E-03	7.388E-02	1.000E+05
3.91206153E-02	4289.6	1.072E+03	1.534E+11	6.219E-03	7.511E-02	1.000E+05
4.58002856E-02	4318.2	1.255E+03	1.785E+11	7.095E-03	7.632E-02	1.000E+05
5.36033682E-02	4346.7	1.469E+03	2.077E+11	8.104E-03	7.794E-02	1.000E+05
6.27076704E-02	4375.2	1.718E+03	2.415E+11	9.268E-03	8.036E-02	1.000E+05
7.33161154E-02	4403.5	2.009E+03	2.806E+11	1.061E-02	8.390E-02	1.000E+05
8.56693465E-02	4432.0	2.347E+03	3.258E+11	1.215E-02	8.794E-02	1.000E+05
1.00053833E-01	4460.5	2.741E+03	3.780E+11	1.392E-02	9.256E-02	1.000E+05
1.16802817E-01	4489.1	3.200E+03	4.385E+11	1.594E-02	9.787E-02	1.000E+05
1.36329704E-01	4518.0	3.735E+03	5.085E+11	1.821E-02	1.036E-01	1.000E+05
1.59106866E-01	4547.2	4.359E+03	5.896E+11	2.083E-02	1.105E-01	1.000E+05
1.85679061E-01	4576.9	5.087E+03	6.838E+11	2.379E-02	1.177E-01	1.000E+05
2.16841692E-01	4608.4	5.941E+03	7.940E+11	2.696E-02	1.219E-01	1.000E+05
2.53481159E-01	4638.8	6.945E+03	9.221E+11	3.060E-02	1.273E-01	1.000E+05
2.96490507E-01	4669.0	8.123E+03	1.071E+12	3.478E-02	1.340E-01	1.000E+05
3.46921352E-01	4699.1	9.505E+03	1.245E+12	3.957E-02	1.424E-01	1.000E+05
4.06047109E-01	4729.8	1.112E+04	1.446E+12	4.500E-02	1.522E-01	1.000E+05
4.75370514E-01	4761.3	1.302E+04	1.682E+12	5.120E-02	1.638E-01	1.000E+05

5.56562452E-01 4794.3 1.525E+04 1.957E+12 5.835E-02 1.779E-01 1.000E+05
 6.51432603E-01 4829.4 1.785E+04 2.279E+12 6.667E-02 1.955E-01 1.000E+05
 7.62112599E-01 4868.3 2.088E+04 2.659E+12 7.622E-02 2.154E-01 1.000E+05
 8.91197416E-01 4911.8 2.442E+04 3.108E+12 8.717E-02 2.380E-01 1.000E+05
 1.04166169E+00 4961.0 2.854E+04 3.644E+12 9.976E-02 2.636E-01 1.000E+05
 1.21686620E+00 5017.5 3.334E+04 4.288E+12 1.143E-01 2.931E-01 1.000E+05
 1.42048476E+00 5083.5 3.892E+04 5.075E+12 1.313E-01 3.277E-01 1.000E+05
 1.65658240E+00 5160.3 4.538E+04 6.049E+12 1.512E-01 3.675E-01 1.000E+05
 1.92945660E+00 5250.4 5.286E+04 7.289E+12 1.749E-01 4.144E-01 1.000E+05
 2.24283576E+00 5355.6 6.145E+04 8.924E+12 2.041E-01 4.717E-01 1.000E+05
 2.59734741E+00 5480.5 7.116E+04 1.122E+13 2.434E-01 5.520E-01 1.000E+05
 2.98868118E+00 5626.6 8.188E+04 1.465E+13 2.981E-01 6.627E-01 1.000E+05
 3.40668625E+00 5797.6 9.333E+04 2.018E+13 3.803E-01 8.299E-01 1.000E+05
 3.83114563E+00 5998.6 1.050E+05 2.965E+13 5.149E-01 1.113E+00 1.000E+05
 4.23673588E+00 6237.7 1.161E+05 4.690E+13 7.404E-01 1.586E+00 1.000E+05
 4.60176727E+00 6516.4 1.261E+05 7.899E+13 1.130E+00 2.401E+00 1.000E+05
 4.91132547E+00 6844.1 1.346E+05 1.409E+14 1.827E+00 3.805E+00 1.000E+05
 5.16015874E+00 7218.0 1.414E+05 2.586E+14 3.079E+00 5.981E+00 1.000E+05
 5.35960004E+00 7581.5 1.468E+05 4.441E+14 5.004E+00 8.132E+00 1.000E+05
 5.53049123E+00 7889.8 1.515E+05 6.791E+14 7.462E+00 9.098E+00 1.000E+05
 5.68895763E+00 8152.1 1.558E+05 9.530E+14 1.038E+01 8.995E+00 1.000E+05
 5.84472184E+00 8380.1 1.601E+05 1.261E+15 1.378E+01 8.489E+00 1.000E+05
 6.00382714E+00 8587.2 1.645E+05 1.607E+15 1.773E+01 7.924E+00 1.000E+05
 6.17092543E+00 8777.5 1.691E+05 1.993E+15 2.226E+01 7.420E+00 1.000E+05
 6.34967824E+00 8959.7 1.739E+05 2.431E+15 2.757E+01 6.997E+00 1.000E+05
 6.54347618E+00 9133.9 1.793E+05 2.923E+15 3.370E+01 6.566E+00 1.000E+05
 6.75579538E+00 9304.4 1.851E+05 3.481E+15 4.087E+01 6.236E+00 1.000E+05
 6.98980882E+00 9474.5 1.915E+05 4.124E+15 4.930E+01 5.840E+00 1.000E+05
 7.25006166E+00 9638.3 1.986E+05 4.838E+15 5.882E+01 5.540E+00 1.000E+05
 7.54000118E+00 9811.9 2.066E+05 5.698E+15 7.055E+01 5.221E+00 1.000E+05
 7.86557045E+00 9971.8 2.155E+05 6.613E+15 8.309E+01 5.187E+00 1.000E+05

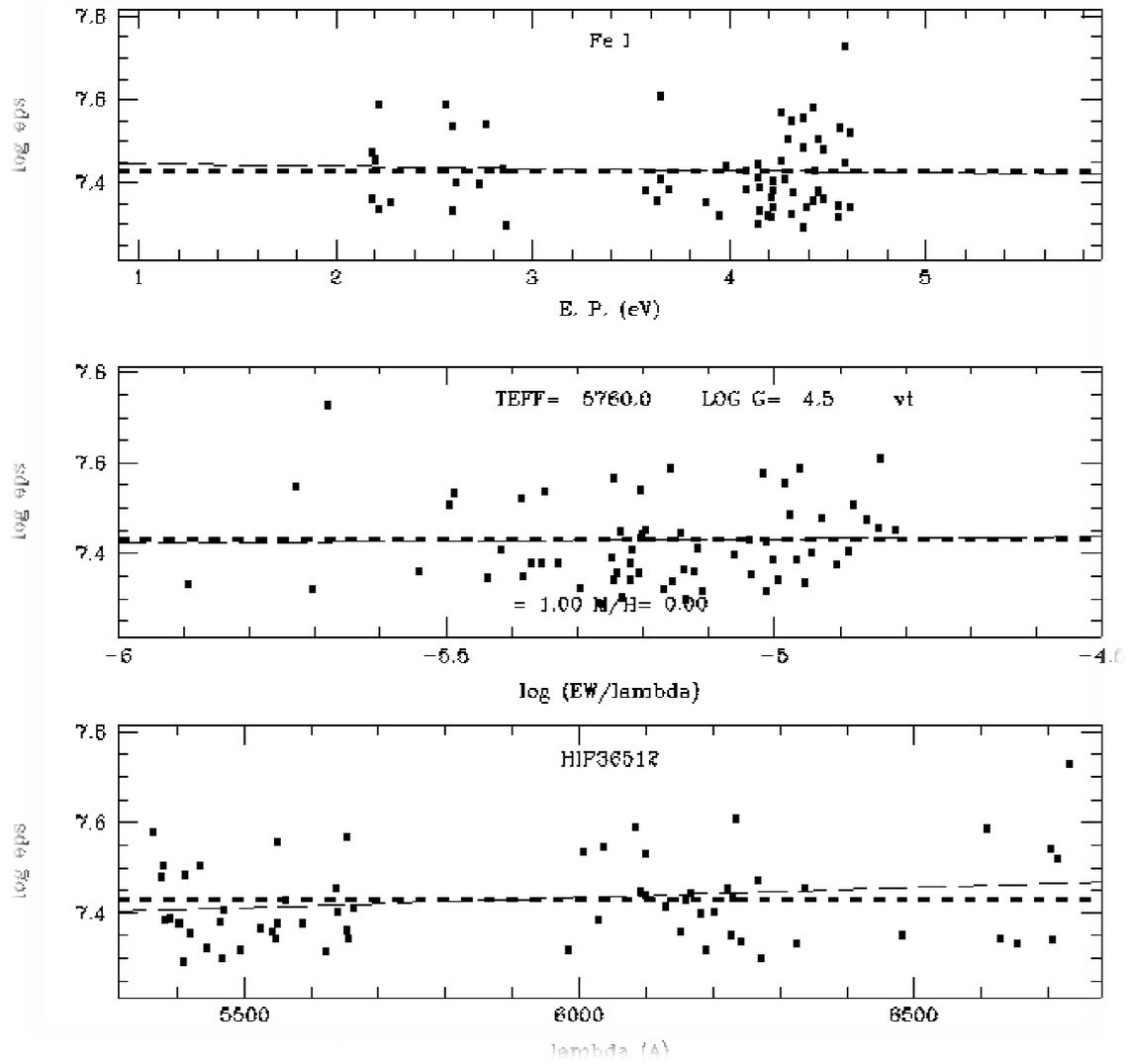
1.0E+05

NATOMS 0 0.0

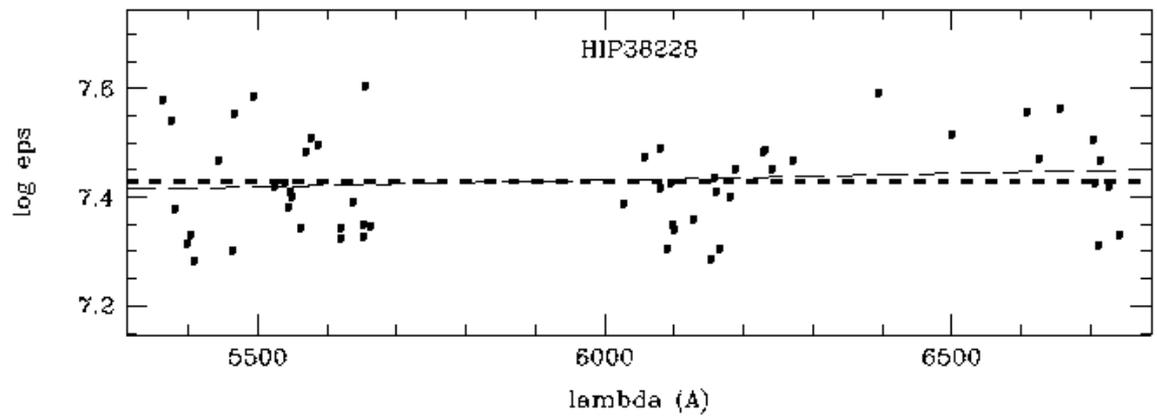
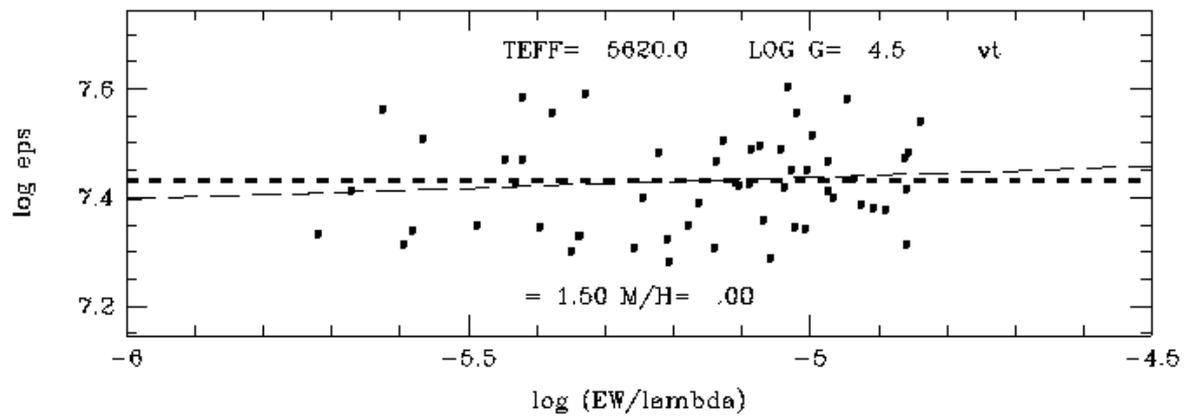
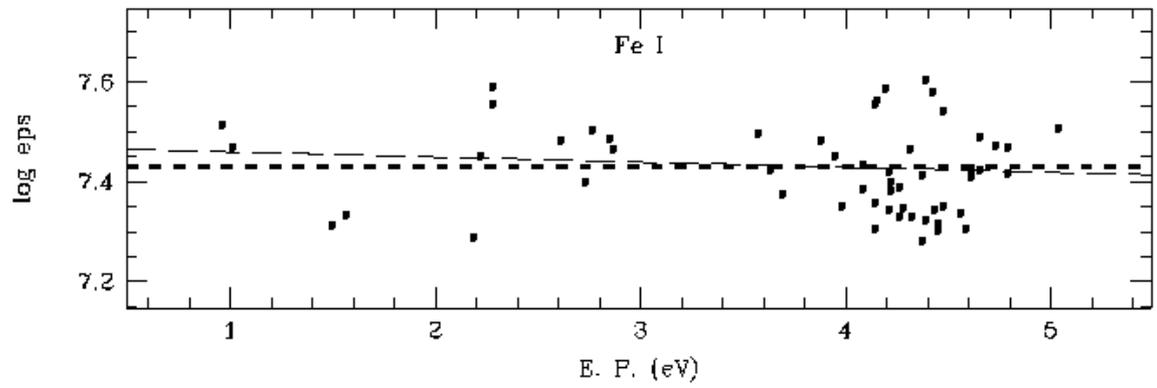
NMOL 0

Anexo V – Diagramas resultantes do cálculo dos parâmetros estelares usando o MOOG

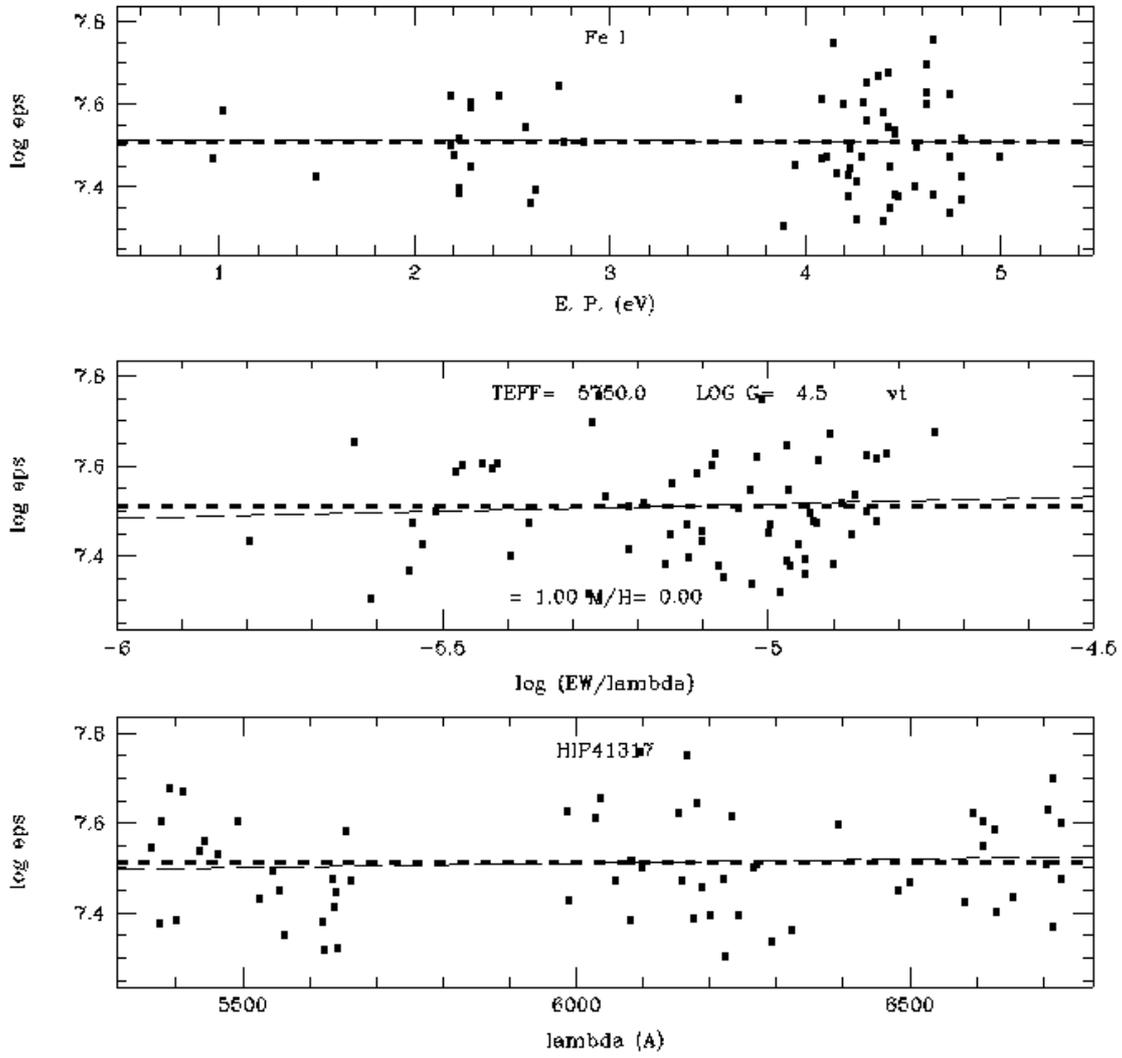
51HIP36512



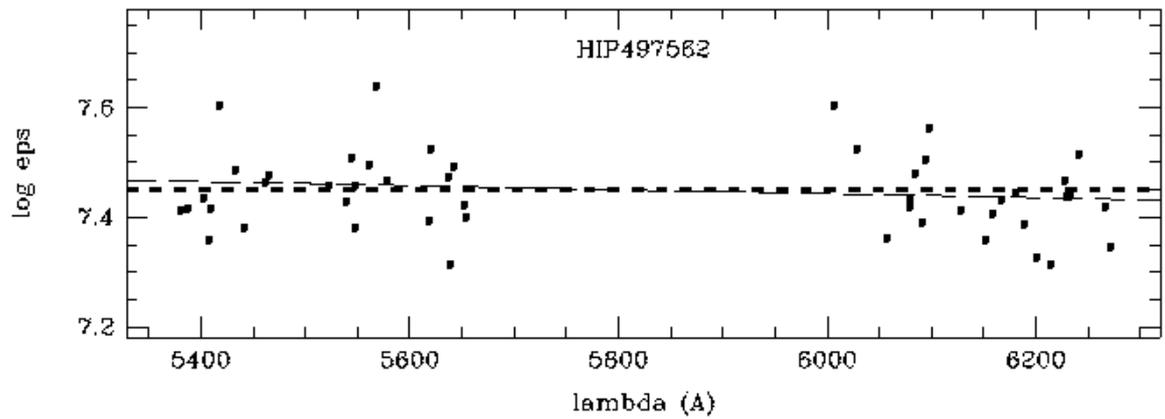
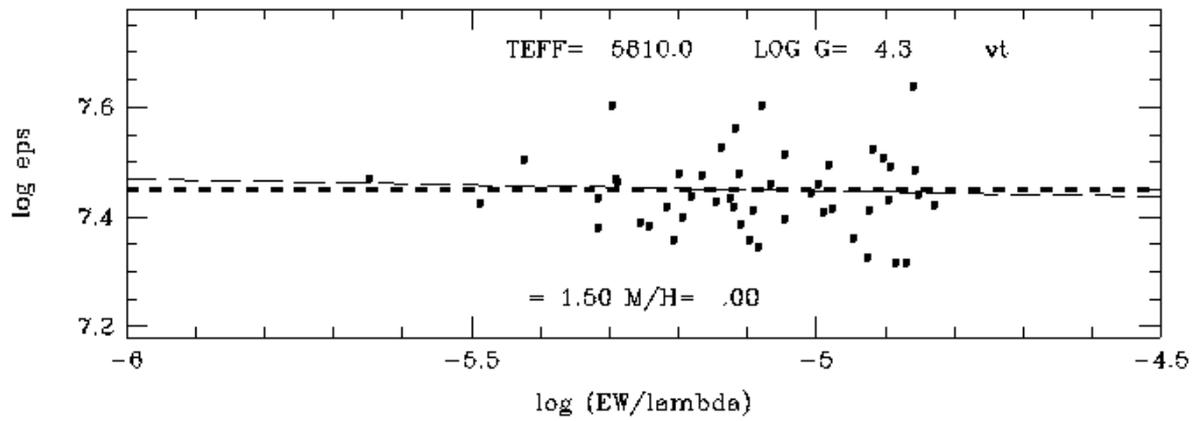
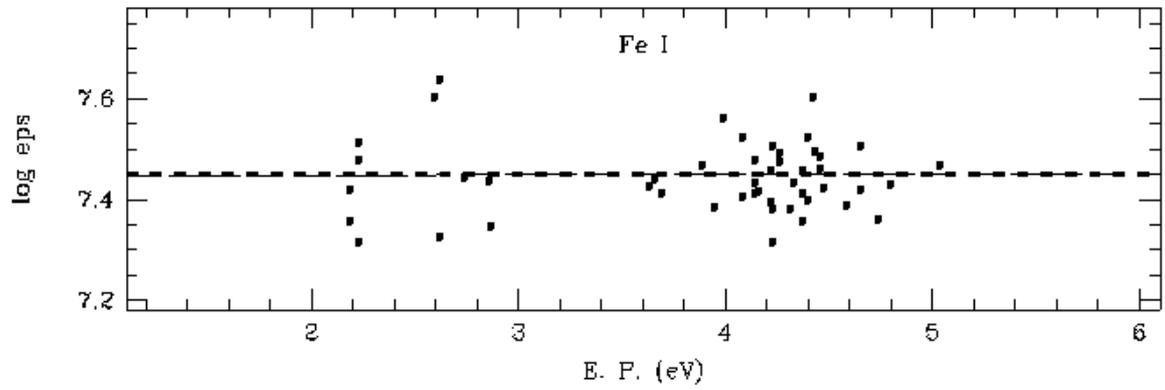
HIP38228



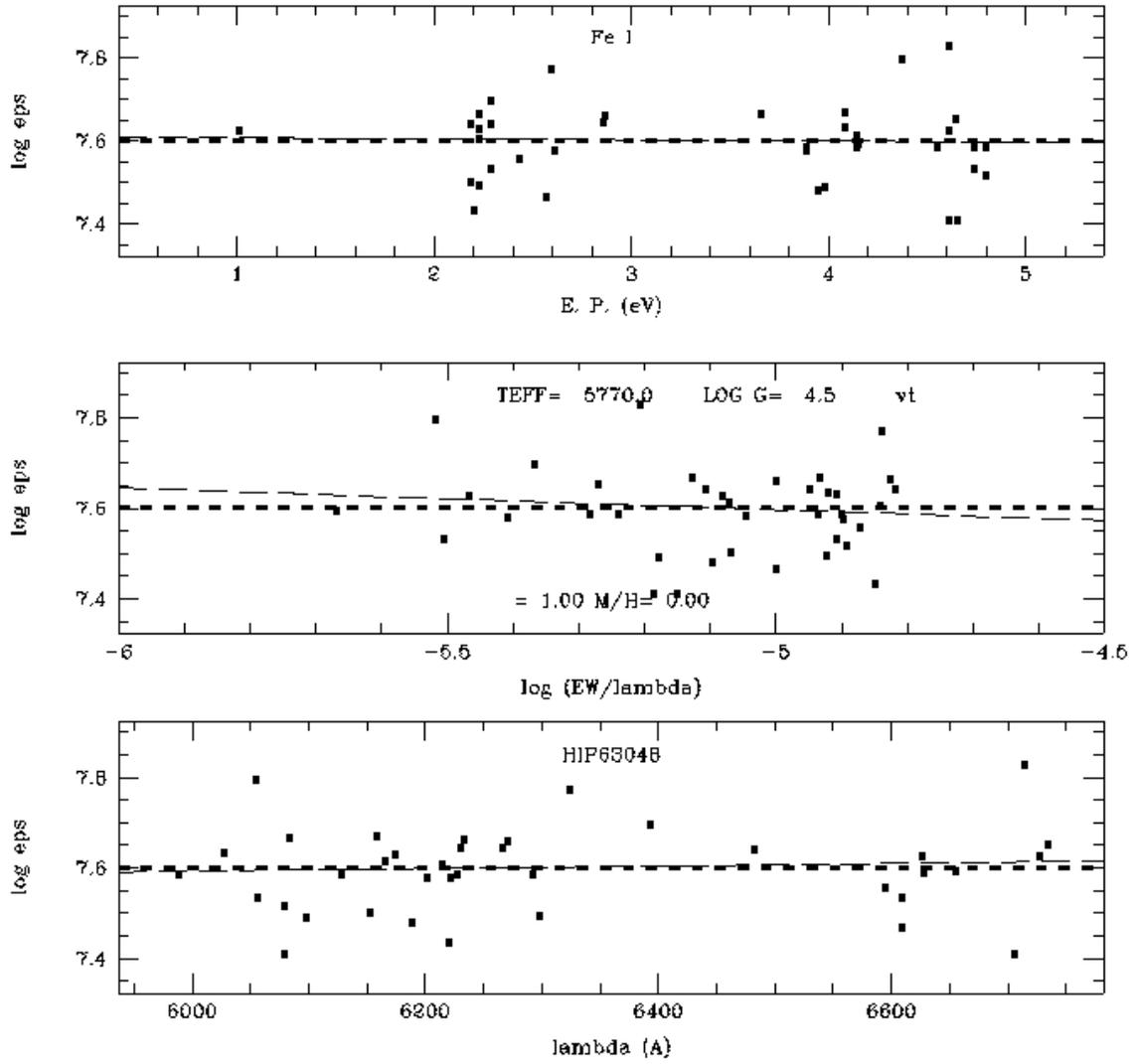
HIP41317



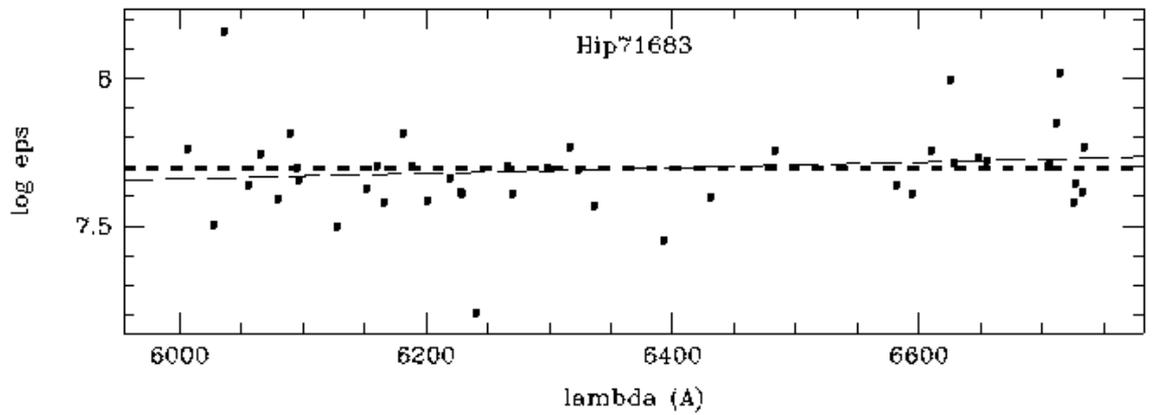
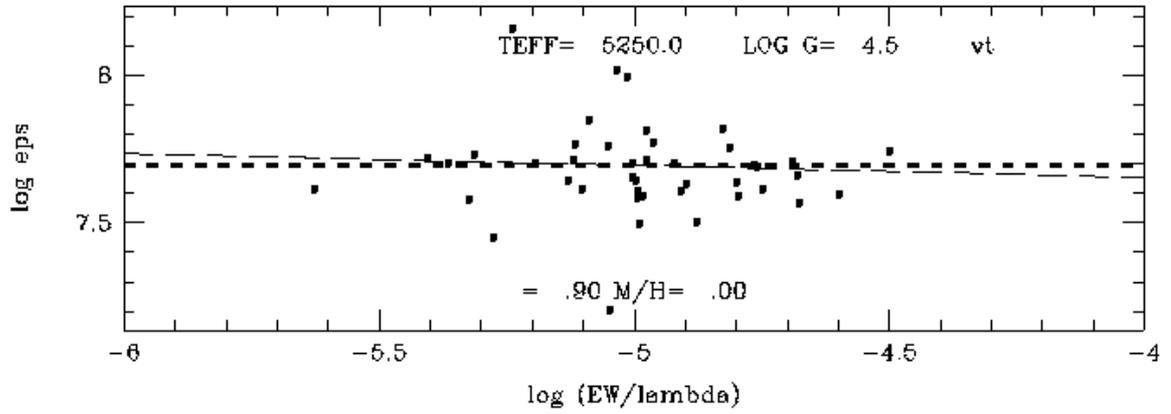
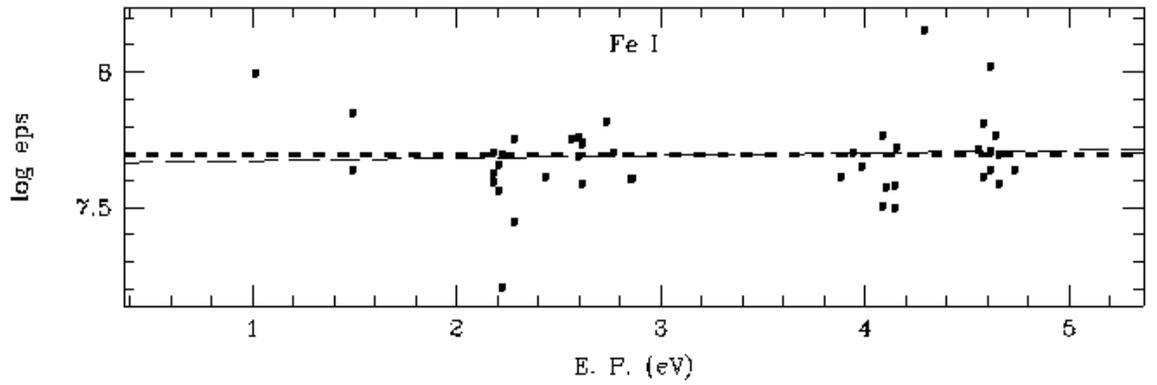
HIP49576



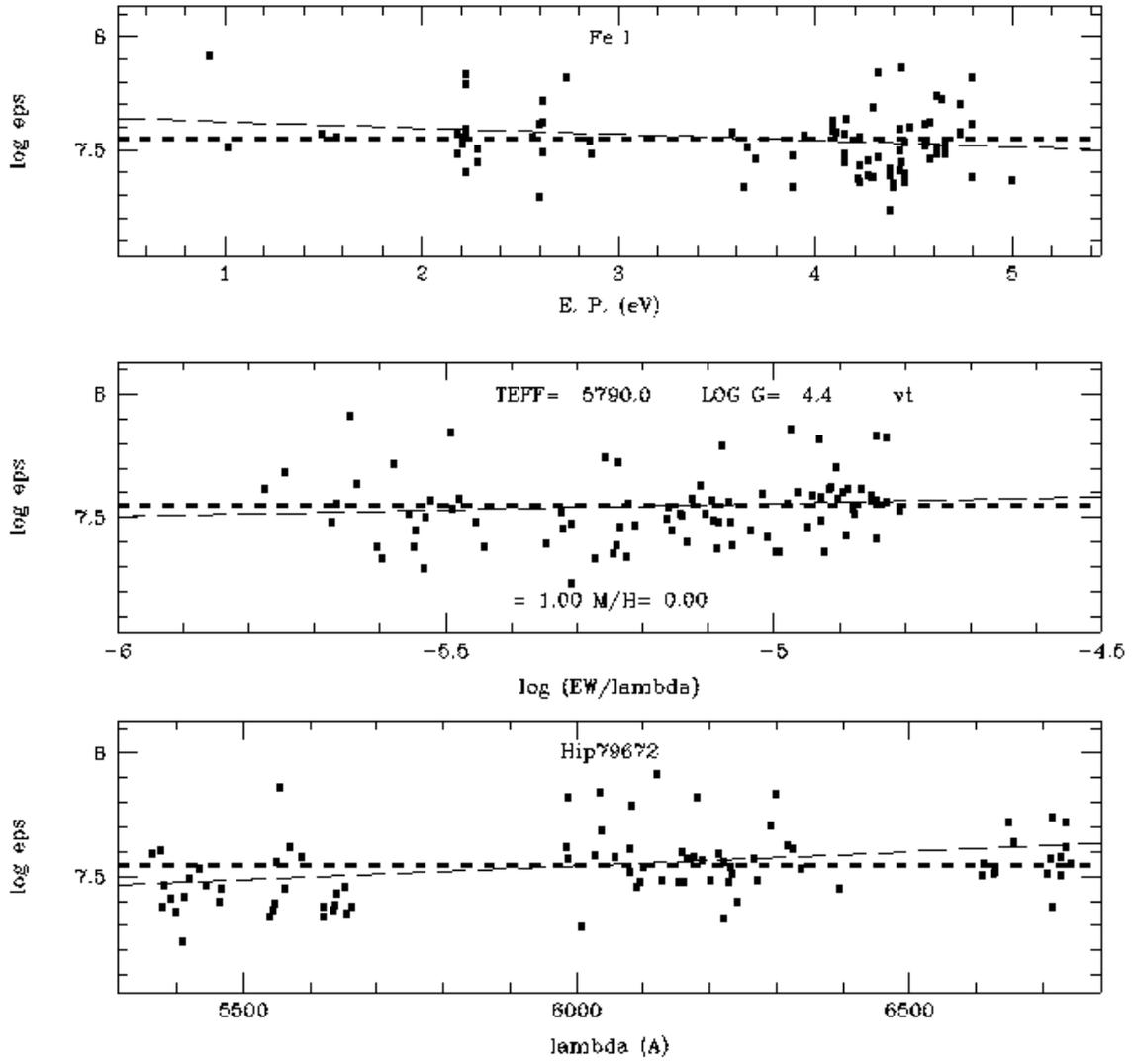
HIP63048



HIP71681



HIP79672



Sol

