



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

**Projeto SOL (Solar Origin and Life)**  
**A Busca do Sol no Tempo**

**Luan Ghezzi Ferreira Pinho**

**Orientador: Dr. Gustavo Frederico Porto de Mello**  
**(UFRJ/CCMN/Observatório do Valongo)**

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

**Rio de Janeiro – Dezembro de 2005**



*“O rio atinge seus objetivos porque aprendeu  
a contornar obstáculos.”*

Lao Tzu, filósofo chinês e pai do Taoísmo

*“Nunca ande pelo caminho traçado, pois ele conduz  
somente até onde os outros foram.”*

Alexander Graham Bell, cientista e inventor

*“A única maneira de descobrir os limites do possível é  
aventurar-se um pouco em direção ao impossível.”*

Arthur C. Clarke, autor do romance de ficção científica “2001: Uma  
Odisséia no Espaço” (1968)

*Dedico este trabalho aos meus familiares, à Rafa e ao Edie,  
as estrelas mais próximas do Sol.*

## AGRADECIMENTOS

A minha família, por seu amor incondicional, sua dedicação e apoio irrestrito desde o dia em que eu fiz o meu primeiro desenho do Sistema Solar na Classe de Alfabetização.

À Rafa, por ter acrescentado muita luz e felicidade à minha vida e pelo companheirismo ao longo dos últimos seis anos.

À família da Rafa, pela carinhosa acolhida.

Ao Edie, por ser um animal de estimação de valor inestimável.

Aos meus queridos amigos Pedro Newlands, Cristiane Abrantes, Pedro Pan e Marina Acciaris, pelo grande incentivo e por todos os momentos de descontração.

Aos amigos que já se tornaram membros da família, por sua atenção, apoio e carinho constantes ao longo dos anos.

Ao meu orientador Gustavo Porto de Mello, por me ajudar no desenvolvimento deste projeto através de sua atenção, dedicação, amizade e boa vontade e por compartilhar seus conhecimentos científicos comigo.

Aos professores da UFRJ, por contribuírem, cada um à sua maneira, para a minha formação.

Aos meus colegas de curso, por tornarem mais agradáveis os anos na faculdade.

À Rosa, pela eficiência e pelo bom humor na resolução dos problemas burocráticos.

A todos os membros da equipe do Observatório de Pico dos Dias (LNA/MCT), pelo auxílio fornecido no decorrer das missões de observação.

Ao CNPq, pela concessão da bolsa de iniciação científica entre os meses de agosto de 2003 e agosto de 2005. Ao Projeto Temático FAPESP “Our Galaxy and Star Formation” (nº 00/06769-4), coordenado pela Dra. Zulema Abraham (IAG/USP), por financiar todas as missões de observação realizadas no Observatório de Pico dos Dias. À Sociedade Astronômica Brasileira, por financiar a minha participação em suas reuniões anuais.

Aos colaboradores Ignasi Ribas (IEEC/CSIC), por observar alguns objetos de nossa amostra; José Renan de Medeiros (UFRN), José Dias do Nascimento Júnior (UFRN) e Licio da Silva (MCT/ON), por participarem da concepção deste projeto.

A todas as pessoas que contribuíram para este projeto fora do contexto científico. Em especial, Ana Luiza Faro, Camila Valois, Fábio Peixoto, Patrícia Alvim, Rafael Fagundes, Helen Lima, Moises Brittes e Fernanda Aguiar, por seu apoio e seus melhores pensamentos; André Mathieu, Alexandre Mendonça e Tiago Pisanelli, pelo auxílio na área de informática.

Aos meus colegas do curso de Direito da UERJ (Turma 2002/1/Manhã), por todos os momentos divertidos.

Às bandas de rock, pela inspiração e entretenimento fornecidos durante a realização deste trabalho.

## RESUMO

A situação do Sol no conjunto das propriedades estelares básicas da vizinhança galáctica (tais como composição química, órbita galáctica, atividade magnética, depleção do Li e outras) não é bem estabelecida. Há diversas evidências de que o Sol, provavelmente, não seja uma estrela representativa da população estelar local. Resultados recentes sugerem que algumas destas aparentes peculiaridades do Sol poderiam resultar de detalhes de sua história evolutiva. O presente trabalho tem como objetivo a realização de uma investigação abrangente da evolução do Sol através de uma linha do tempo no diagrama HR. Neste sentido, selecionamos uma amostra de estrelas alinhadas, em cinco estágios evolutivos, com uma trajetória evolutiva de massa e metalicidade solar. Neste trabalho, apresentamos a análise espectroscópica diferencial em relação ao Sol das mesmas. Obtivemos temperaturas efetivas fotométricas para todas as estrelas da amostra. As temperaturas efetivas espectroscópicas e fluxos cromosféricos absolutos na linha H $\alpha$  foram derivados apenas para as estrelas dos estágios evolutivos com  $T_{ef} > 5300$  K. As massas, as gravidades superficiais e as idades são determinadas a partir das luminosidades estelares e de diagramas HR teóricos. Apresentamos, também, as abundâncias do Fe, estados evolutivos, os parâmetros cinemáticos e uma análise qualitativa da abundância do Li para todas as estrelas da amostra. Utilizamos estes dados para estabelecer uma primeira lista com as estrelas mais adequadas para representar o Sol em cada um dos cinco estágios evolutivos. Finalmente, discutimos como os resultados obtidos podem aumentar o nosso conhecimento a respeito da evolução do Sol e da representatividade do mesmo na população estelar local.

**Palavras-Chave:** estrelas: tipo solar – estrelas: composição química – estrelas: atividade cromosférica – estrelas: evolução.

## ABSTRACT

The solar situation in the set of stellar properties of its galactic neighborhood (such as chemical composition, galactic orbit, magnetic activity, lithium depletion and others) is not well established. There is some evidence that the Sun may not exactly be a representative star of the local stellar population. Recent results suggest that a few of the solar apparent peculiarities can result from details of its evolutionary history. This work aims towards an extensive investigation of the solar evolution through the analysis of a timeline in the HR diagram. In this sense, we selected a sample of stars aligned, in five evolutionary stages, with a theoretical track of solar mass and metallicity. We present a differential spectroscopic analysis, relative to the Sun, of the candidates. We obtained photometric effective temperatures for all stars in the sample. Spectroscopic effective temperatures and absolute chromospheric fluxes in the H $\alpha$  line were derived only for stars in the evolutionary stages in which  $T_{\text{ef}} > 5300$  K. Masses, surface gravities and ages were determined from stellar luminosities and theoretical HR diagrams. We also present Fe abundances, evolutionary states, kinematic parameters and a qualitative analysis of Li abundances for all the stars in the sample. We used these data to establish a first list of stars most capable of representing the Sun in each of the five evolutionary stages. Finally, we discuss how the achieved results can improve our knowledge of the solar evolution and representativeness in the local stellar population.

**Keywords:** stars: solar-type – stars: chemical composition – stars: chromospheric activity – stars: evolution.



## ÍNDICE

<b>INTRODUÇÃO</b> .....	1
<b>CAPÍTULO 1</b> .....	5
<b>ESTÁGIOS EVOLUTIVOS TEÓRICOS E SELEÇÃO DAS CANDIDATAS</b>	
1.1 – A Escolha da Trajetória Evolutiva Adequada .....	5
1.2 – Os Estágios Evolutivos Teóricos .....	6
1.3 – Seleção das Candidatas.....	10
1.3.1 – Cálculo de $M_{VT}$ e $(B_T - V_T)$ para os Pontos Teóricos .....	10
1.3.2 – As Calibrações Fotométricas para as Gigantes .....	12
1.3.3 – As Caixas Fotométricas .....	19
1.3.4 – O Índice de Similaridade Fotométrica.....	23
1.4 – Candidatas Seleccionadas .....	27
<b>CAPÍTULO 2</b> .....	32
<b>OBSERVAÇÕES E REDUÇÃO</b>	
2.1 – Observações Espectroscópicas .....	32
2.1.1 – Especificações Técnicas .....	32
2.1.2 – Objetos Observados.....	34
2.2 – Redução dos Espectros .....	39
2.2.1 – Procedimentos Padrão .....	39
2.2.2 – Determinação da Escala de Comprimentos de Onda .....	40
2.2.3 – Correção dos Desvios Doppler e Cálculo das Velocidades Radiais .....	42
2.2.4 – Estimativas do Poder de Resolução.....	46
2.2.5 – Estimativas da Razão Sinal/Ruído .....	47
2.2.6 – Normalização do Contínuo .....	49
<b>CAPÍTULO 3</b> .....	53
<b>ANÁLISE ESPECTROSCÓPICA</b>	
3.1 – Larguras Equivalentes .....	53
3.1.1 – A Formação das Linhas Espectrais .....	53
3.1.2 – Seleção das Linhas .....	57
3.1.3 – Medidas das Larguras Equivalentes .....	63
3.2 – Parâmetros Atmosféricos.....	65

3.2.1 – Os Modelos Atmosféricos .....	66
3.2.2 – Cálculo dos Valores de $g_f$ para o Sol .....	66
3.2.3 – Determinação dos Parâmetros Atmosféricos .....	68
3.2.4 – Incertezas nos Parâmetros Atmosféricos .....	75
3.3 – Análise da linha $H\alpha$ .....	79
3.3.1 – Determinação das Temperaturas Efetivas a partir da linha $H\alpha$ .....	79
3.3.2 – Incertezas nas Temperaturas Efetivas de $H\alpha$ .....	85
3.4 – Parâmetros Evolutivos .....	86
3.4.1 – Determinação das Massas e Idades .....	86
3.4.2 – Cálculo das Gravidades Superficiais .....	98
3.4.3 – Incertezas nos Parâmetros Evolutivos .....	100
3.5 – Análise do Nível de Atividade Cromosférica .....	103
3.5.1 – Cálculo do Fluxo Cromosférico .....	103
3.5.2 – Cálculo das Idades para o Estágio ZAMS .....	109
3.6 – Parâmetros Cinemáticos .....	110
3.7 – Análise Qualitativa das Abundâncias do Li .....	115
<b>CAPÍTULO 4</b> .....	<b>121</b>
<b>DISCUSSÃO DOS RESULTADOS</b>	
4.1 – Estágio ZAMS .....	121
4.2 – Estágio Subgigante .....	125
4.3 – Estágio Platô .....	129
4.4 – Estágio Pré-Gigante .....	131
4.5 – Estágio Gigante .....	135
<b>CAPÍTULO 5</b> .....	<b>139</b>
<b>CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS FUTURAS</b>	
5.1 – Conclusões .....	139
5.2 – Perspectivas Futuras .....	142
<b>APÊNDICE A</b> .....	<b>143</b>
<b>APÊNDICE B</b> .....	<b>145</b>
<b>APÊNDICE C</b> .....	<b>147</b>
<b>REFERÊNCIAS</b> .....	<b>154</b>

## INTRODUÇÃO

A identificação de estrelas semelhantes ao Sol constitui uma questão de grande interesse na Astrofísica, uma vez que a situação do mesmo no conjunto de propriedades estelares básicas da vizinhança galáctica (raio de, aproximadamente, 50 pc em torno da posição atual do Sol) está longe de ser bem estabelecida. Ainda não é possível afirmar se o Sol é ou não uma estrela típica da população estelar local, já que os dados atualmente disponíveis na literatura sustentam ambas as possibilidades.

Foram apresentadas, por exemplo, evidências de que o Sol é uma estrela de metalicidade muito alta para sua idade ou, alternativamente, muito velha para a sua metalicidade (Rocha-Pinto & Maciel 1996) e de que a sua órbita galáctica, quando comparada com as órbitas das demais estrelas de tipo solar da vizinhança galáctica, possui uma excentricidade bastante baixa (Cayrel de Strobel 1996; Porto de Mello et al. 2005a). Além disso, mostrou-se que ele está bem próximo do raio de co-rotação da nossa Galáxia (Lépine et al. 2001), definido como a posição galactocêntrica na qual a rotação do padrão espiral coincide com a rotação das estrelas. Esta característica orbital teria minimizado o número de passagens do Sol pelos braços espirais da Galáxia, diminuindo, assim, a probabilidade de exposição a eventos como supernovas (que fariam com que a biosfera fosse atingida por raios-X, raios gama, raios cósmicos e radiação ultravioleta) ou de encontros com nuvens moleculares gigantes (que podem perturbar a Nuvem de Oort e provocar eventos densos de impactos de cometas no Sistema Solar interior). Por outro lado, a proximidade do raio de co-rotação também pode ter maximizado a duração das eventuais passagens pelos braços espirais, aumentando, assim, as chances de exposição aos eventos acima citados. Neste sentido, a posição do Sol na Galáxia pode ter sido de fundamental importância tanto para a manutenção prolongada de uma biosfera complexa na Terra quanto para uma ocorrência limitada de extinções em massa (Leitch & Vasisht 1998).

Estudos detalhados da composição química do Sol revelaram que ele, provavelmente, possui abundâncias não típicas para o oxigênio, o magnésio e alguns outros elementos pesados (Porto de Mello 1996; Allende Prieto et al. 2004) e faz parte de uma população de estrelas bastante depletadas em lítio (Pasquini et al. 1994). Além disso, observou-se que o seu nível de atividade cromosférica pode ser excepcionalmente reduzido para a sua idade (Hall & Lockwood 2000; Lockwood et al. 1997), apesar de a

sua rotação parecer normal (Soderblom 1985). Por fim, a própria existência desta monografia constitui uma importante peculiaridade do Sol, pois, até hoje, ele é a única estrela conhecida que possui um sistema planetário capaz de abrigar formas de vida tais como as que conhecemos.

Como parte de um esforço coordenado, nosso grupo tem desenvolvido, no Observatório de Pico dos Dias (operado pelo Laboratório Nacional de Astrofísica), uma série de projetos com o objetivo de caracterizar o Sol no contexto estelar e esclarecer algumas das questões acima citadas. A busca de gêmeas solares, estrelas com parâmetros astrofísicos idênticos, dentro dos erros observacionais, aos do Sol, identificou novas candidatas (Porto de Mello & da Silva 1997; Di Bartolo 2005; Porto de Mello et al. 2005b), o que sugere que o Sol pode ser uma estrela menos rara do que se imaginava. Os estudos das composições químicas das estrelas de tipo solar da vizinhança galáctica demonstraram claramente que não há uma homogeneidade, podendo ser observados desvios significativos em relação ao padrão solar de abundâncias (Castro, Porto de Mello & da Silva 1999; Porto de Mello 2005b). Adicionalmente, resultados recentes (Azevedo Silva et al. 2002, do Nascimento et al. 2003) mostraram que diversas das aparentes peculiaridades discutidas anteriormente (em especial, as que envolvem atividade cromosférica, abundância do lítio, rotação e idade) poderiam resultar de detalhes de sua história evolutiva.

Neste contexto, decidimos realizar uma análise abrangente da evolução do Sol através de uma linha do tempo no diagrama HR, dando início ao Projeto *SOL* (Solar Origin and Life). Esta abordagem consiste na busca e no estudo de estrelas que sejam capazes de representar o Sol em seus diversos estágios evolutivos, desde a idade zero até a fase de gigante vermelha.

Tentativas similares podem ser encontradas em alguns artigos da literatura recente. Dravins et al. (1993a, 1993b, 1993c), por exemplo, afirmam que  $\beta$  Hydri (HD 2151) é uma estrela similar ao Sol, porém mais evoluída do que o mesmo. Desta forma, os autores decidem estudá-la com a finalidade de obter informações importantes a respeito da evolução da atividade nas estrelas de tipo solar que estão deixando a seqüência principal. A análise de  $\beta$  Hydri mostrou que ela tem as propriedades tão parecidas com as do Sol quanto é possível para uma estrela nascida no início da vida da Galáxia. Resultados mais recentes e precisos, no entanto, invalidaram esta conclusão ao revelar que esta estrela possui uma massa maior do que a do Sol e uma idade praticamente igual à dele (del Peloso et al. 2000, del Peloso et al. 2005b).

Dorren & Guinan (1994) observaram que HD 129333 era uma estrela de tipo solar, próxima, jovem e bastante ativa. Desta forma, concluíram que ela representava uma oportunidade única de estudar a natureza da atividade solar pouco tempo após a entrada do Sol na seqüência principal e realizaram uma análise detalhada da mesma. Os resultados obtidos forneceram informações valiosas sobre como deve ter sido a emissão de radiação nas regiões do visível, do ultravioleta e de raios-X durante o início da vida do Sol. Recentemente, König et al. (2005) realizaram um estudo bastante detalhado das propriedades de HD 129333 e concluíram que a evolução da mesma pode ocorrer de uma maneira mais parecida com a do Sol do que se imaginava anteriormente, reforçando ainda mais o interesse neste objeto.

Güdel et al. (1997) apresentam um estudo bastante completo e detalhado sobre a evolução das coroas em estrelas de tipo solar. Para isso, foram escolhidas 11 estrelas de seqüência principal com períodos de rotação bem estabelecidos e com idades distintas (entre 0,07 e 9,0 bilhões de anos) e determinadas de forma confiável. Os dados obtidos para esta amostra revelam, entre outros resultados importantes, que a temperatura da coroa e a luminosidade total em raios-X decaem com a idade nas estrelas de tipo solar. Vale ressaltar que estudos similares continuam aparecendo em grande número na literatura (ver, por exemplo, Telleschi et al. 2005 e Ribas et al. 2005).

Gaidos (1998) constrói um catálogo com 38 estrelas jovens e análogas ao Sol, baseado em critérios de seleção bem rigorosos. São eles: ausência de companheiras estelares numa distância menor do que 800 UA, luminosidades próximas da luminosidade do Sol de idade zero e indicadores de atividade (por exemplo, luminosidade em raios-X) compatíveis com idades menores do que 0,8 bilhões de anos. Análises da emissão em raios-X, da intensidade das linhas H e K do Ca II, dos períodos de rotação e dos parâmetros cinemáticos destas estrelas mostram que apenas 3 delas não podem ser consideradas como ótimas análogas do Sol durante um período de 3,8 a 4,4 bilhões de anos atrás. É importante destacar que o estudo de estrelas jovens e análogas ao Sol vem gerando um número crescente de pesquisas e resultados importantes nos últimos anos (ver, por exemplo, Gaidos et al. 2000, Gaidos et al. 2002 e Berdyugina et al. 2005).

Por fim, Hardorp (1978, 1982), Cayrel de Strobel et al. (1981, 1989), Friel et al. (1993), Cayrel de Strobel (1996) e Soubiran & Triaud (2004), juntamente com os autores de nosso grupo citados anteriormente, forneceram contribuições importantíssimas para a busca e o estudo de gêmeas e análogas solares.

O presente trabalho, por sua vez, tem como objetivo a seleção de uma amostra de estrelas capazes de representar o Sol em seus diversos estágios evolutivos, desde a idade zero até a fase de gigante vermelha. O estudo simultâneo de cinco estágios evolutivos, assim como o fato de três deles se situarem fora da seqüência principal, fornece um caráter inédito ao nosso projeto. Além disso, os critérios de seleção das nossas candidatas foram muito mais amplos e rigorosos, já que exigimos que as estrelas estivessem alinhadas com a trajetória evolutiva de massa e metalicidade solar.

Uma análise espectroscópica detalhada da maioria das estrelas de nossa amostra (algumas não puderam ser observadas), juntamente com dados fotométricos e astrométricos retirados do catálogo Hipparcos, nos forneceu temperaturas efetivas, metalicidades, gravidades superficiais, velocidades de microturbulência, estados evolutivos, níveis de atividade cromosférica, estimativas qualitativas da abundância do Li, parâmetros cinemáticos e idades para as mesmas<sup>1</sup>. Uma comparação cuidadosa de todos estes parâmetros astrofísicos com os que são atribuídos ao Sol nos cinco estágios evolutivos teóricos aqui estudados nos permitiu determinar quais são as melhores candidatas a representá-lo, dentro dos erros estimados, ao longo de sua vida.

Este conjunto final de estrelas nos forneceu um melhor entendimento de vários aspectos da evolução solar e nos ajudou a dar mais um passo na direção da completa caracterização do Sol no contexto estelar da vizinhança galáctica. Além disso, estas melhores candidatas constituem objetos de extremo interesse para os grupos que realizam a busca de planetas extrasolares ao redor de estrelas de tipo solar e que concentram suas pesquisas na área da Astrobiologia.

No **capítulo 1**, explicamos a escolha dos estágios evolutivos teóricos do Sol e os métodos de seleção da nossa amostra de estrelas. No **capítulo 2**, descrevemos os detalhes das observações realizadas e da redução dos espectros obtidos. A análise espectroscópica é exposta no **capítulo 3**, ao passo que a discussão detalhada dos resultados gerados por ela é feita no **capítulo 4**. Por fim, apresentamos, no **capítulo 5**, as conclusões obtidas neste trabalho e as próximas etapas do Projeto SOL (algumas das quais já estão em andamento).

---

<sup>1</sup> Algumas destas grandezas, assim como determinados termos discutidos anteriormente, podem não ser familiares ao leitor. Por isso, teremos o cuidado de definí-los no decorrer do texto.

# CAPÍTULO 1

## ESTÁGIOS EVOLUTIVOS TEÓRICOS E SELEÇÃO DAS CANDIDATAS

### 1.1 – A Escolha da Trajetória Evolutiva Adequada

Qualquer estudo cujo principal objetivo seja analisar o Sol em seus estágios evolutivos, passados ou futuros, é extremamente dependente dos modelos de evolução solar adotados. Neste sentido, a escolha cuidadosa de uma trajetória evolutiva adequada aos nossos propósitos constituiu o primeiro passo de nosso trabalho.

Sackmann et al. (1993) calculam um modelo de evolução solar e fazem uma análise bastante detalhada do mesmo. São descritos todos os processos físicos que ocorrem no Sol e as alterações sofridas pelos seus parâmetros astrofísicos (tais como massa, raio e luminosidade) ao longo de sua vida. A idéia inicial era adotar a trajetória evolutiva dada neste artigo, devido à riqueza de detalhes apresentada pelo mesmo. No entanto, nosso trabalho também necessitava de um conjunto de modelos evolutivos calculados para massas e metalicidades<sup>2</sup> próximas, porém distintas, das solares, uma vez que algumas das estrelas selecionadas para representar o Sol poderiam ser razoavelmente diferentes dele. A série de trabalhos publicados pelo grupo de Genebra (Schaller et al. 1992, Schaerer et al. 1992, Schaerer et al. 1993, Charbonnel et al. 1993) continha o conjunto de trajetórias que precisávamos e fornecia muitos detalhes sobre as mesmas. Ela apresentava, ainda, a grande vantagem de se basear em uma física bastante semelhante à que foi usada na obtenção do modelo dado em Sackmann et al. (1993), o que nos permitiria aproveitar a grande quantidade de informações contidas neste artigo. Portanto, decidimos utilizar os modelos calculados pelo grupo de Genebra.

A trajetória mais adequada para representar a evolução do Sol se encontrava em Schaller et al. (1992). Ela foi calculada a partir dos valores da massa total do Sol

---

<sup>2</sup> A metalicidade é um parâmetro amplamente utilizado pelos astrônomos para descrever quantitativamente a composição química das estrelas. Esta grandeza é definida formalmente pela relação:

$$[Fe/H] = \log \left( \frac{N_{Fe}}{N_H} \right)_* - \log \left( \frac{N_{Fe}}{N_H} \right)_\odot$$

Onde:  $N_{Fe}$  é o número de átomos de Fe e  $N_H$  é o número de átomos de H.

Por definição, o Sol possui  $[Fe/H] = 0,0$ .

(por definição,  $M = 1 M_{\odot}$ ) e de sua massa percentual de metais ( $Z = 0,02$ ). Esta última é definida como a razão entre a massa total dos metais (classificação, dada pelos astrônomos, a todos os elementos químicos mais pesados do que o hélio) e a massa total do gás na estrela. É importante lembrar que este modelo ainda teve que ser ajustado de forma a fazer com que a posição, na trajetória evolutiva, com idade igual a do Sol (aproximadamente, 4,55 bilhões de anos) correspondesse exatamente aos valores de temperatura efetiva<sup>3</sup> e luminosidade<sup>4</sup> do mesmo (respectivamente,  $T_{ef} = 5780K$  e, por definição,  $\log(L/L_{\odot}) = 0,0$ ). Devemos ressaltar, também, que o modelo de evolução por nós adotado não leva em conta a rotação e o efeito de *overshooting* (penetração de células convectivas em regiões que estão acima ou abaixo da zona de convecção da estrela). Acredita-se, atualmente, que este último não influencia significativamente a evolução de estrelas de tipo solar até o início do ramo das gigantes vermelhas. A rotação, por outro lado, é bastante importante e deveria ser levada em conta nos modelos, a fim de obtermos melhores resultados. No entanto, são poucas as trajetórias evolutivas cujos cálculos incluem os efeitos da rotação, não existindo, ainda, um conjunto completo e abrangente como o do grupo de Geneva.

No ano de 2001, época em que teve início o Projeto SOL, diversos modelos evolutivos mais precisos já haviam sido derivados para o Sol. Bressan et al. (1993), Bernkopf et al. (1998), Charbonnel et al. (1999) e Girardi et al. (2000), por exemplo, obtiveram suas trajetórias através de cálculos que se baseavam em uma física mais moderna e completa do que a utilizada por Schaller et al. (1992). No entanto, as semelhanças entre as análises feitas por estes últimos autores e aquela realizada por Sackmann et al. (1993) foram importantes para que mantivéssemos a nossa escolha inicial. Por fim, é importante comentar que o ótimo acordo, até o ramo das gigantes vermelhas, entre as trajetórias evolutivas mais atuais (por exemplo, Yi et al. 2003) e a de Schaller et al. (1992) corrobora a nossa opção pelas últimas.

## 1.2 – Os Estágios Evolutivos Teóricos

Uma discussão bastante completa e detalhada sobre a evolução solar é feita em

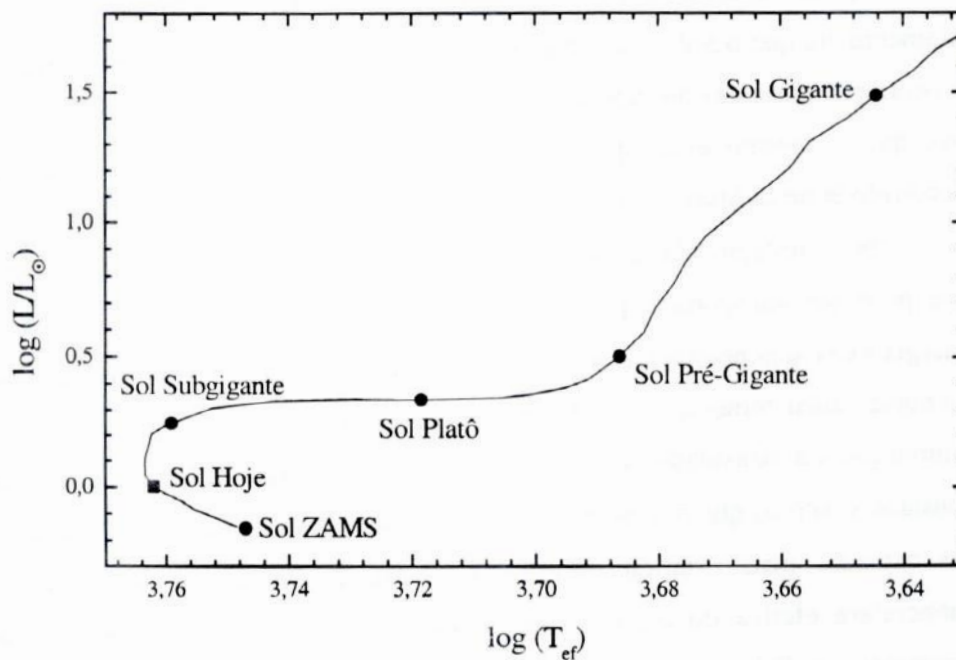
---

<sup>3</sup> Temperatura de um corpo negro cujo fluxo bolométrico (ou seja, integrado em comprimento de onda ou frequência) é igual ao fluxo bolométrico do objeto observado.

<sup>4</sup> Energia emitida, por unidade de tempo, por um determinado objeto.



Sackmann et al. (1993). São descritos todos os processos físicos que ocorrem no Sol ao longo de sua vida e também são destacados alguns pontos que representam momentos significativos na sua trajetória evolutiva. Procuramos, então, por pontos análogos a estes no modelo de Schaller et al. (1992) e fizemos uma análise cuidadosa para descobrir quais deles eram os mais interessantes para o nosso estudo. A **figura 1.1** mostra os cinco estágios evolutivos teóricos por nós escolhidos.



**Figura 1.1:** Diagrama HR com a trajetória evolutiva de Schaller et al. (1992) ajustada para a posição atual do Sol (quadrado preto). Os círculos pretos representam os cinco estágios evolutivos teóricos por nós escolhidos.

O ponto chamado de *Sol ZAMS* (*Zero Age Main Sequence* ou, em português, Sequência Principal de Idade Zero<sup>5</sup>) representa o momento em que o Sol entra na sequência principal, ou seja, tem início, no seu núcleo, o conjunto de reações nucleares cujos resultados finais são a conversão de hidrogênio em hélio e a geração de energia. Em geral, os astrônomos utilizam a expressão reduzida e simplificada “queima do hidrogênio” para se referir a este processo complexo.

Em seguida, a luminosidade e a temperatura efetiva solares evoluem de forma

---

<sup>5</sup> Região aproximadamente diagonal do diagrama HR que caracteriza a entrada das estrelas de diferentes massas na sequência principal.

lenta, durante um período de aproximadamente 4,5 bilhões de anos, até atingirem os valores observados hoje. É interessante ressaltar que esta fase longa e relativamente estável pela qual o Sol ainda está passando foi de fundamental importância para o surgimento, o desenvolvimento e a manutenção da vida na Terra. O estágio que representa o *Sol Hoje* não será estudado aqui, visto que diversos outros trabalhos do nosso grupo (Porto de Mello & da Silva 1997; da Silva 2000; Di Bartolo 2005; Porto de Mello et al. 2005b) já o analisaram exaustivamente.

O ponto denominado *Sol Subgigante* (daqui por diante, *Sol SG*) representa o momento em que o Sol sai da sequência principal, isto é, a queima do hidrogênio passa a ocorrer exclusivamente numa camada acima do núcleo (uma espécie de casca), uma vez que o mesmo está, agora, predominantemente composto por hélio. O tempo decorrido entre as fases ZAMS e Subgigante é de cerca de 11 bilhões de anos.

Após o estágio SG, a energia produzida torna-se maior do que o limite máximo que pode ser transportado pela região radiativa do Sol. Para que o transporte desta energia extra seja possível, é necessário que a condutividade térmica das regiões acima do núcleo solar torne-se maior. Este fato, por sua vez, só é conseguido através de uma diminuição da densidade destas regiões. Como as suas massas devem permanecer constantes, vemos que o aumento da condutividade leva naturalmente a uma expansão das camadas mais exteriores do Sol e, conseqüentemente, a uma diminuição da temperatura efetiva do mesmo (para maiores detalhes, ver Applegate 1988). Para representar o Sol nesta fase (chamada de ramo das subgigantes) em que a sua luminosidade permanece aproximadamente constante, escolhemos o ponto denominado *Sol Platô* (daqui por diante, *Sol P*).

O ponto chamado de *Sol Pré-Gigante* (daqui por diante, *Sol PG*) caracteriza uma fase de transição entre o ramo das subgigantes e o ramo das gigantes vermelhas, cujas durações são, respectivamente, de 0,7 e 0,6 bilhões de anos. Neste momento, o núcleo solar ainda está sofrendo uma contração e a produção de energia na casca de hidrogênio logo acima dele torna-se ainda maior, fazendo com que o raio do Sol continue aumentando. A sua temperatura efetiva passa a diminuir num ritmo mais lento, ao passo que a sua luminosidade começa a aumentar bruscamente. Sabe-se, ainda, que a base da zona convectiva do Sol começa a se aprofundar nesta fase, estendendo-se para regiões nas quais a composição química foi modificada em conseqüência das reações nucleares.

Em seguida, o Sol entra no ramo das gigantes vermelhas e o aprofundamento progressivo da sua zona de convecção faz com que os elementos das regiões

quimicamente modificadas sejam misturados com o material localizado acima das mesmas, dando início ao fenômeno conhecido como primeira dragagem. Além disso, a sua luminosidade e o seu raio continuam aumentando rapidamente. No ponto que chamamos de *Sol Gigante* (daqui por diante, *Sol G*), estas grandezas já possuem, respectivamente, os valores  $L = 30,7 L_{\odot}$  e  $R = 9,51 R_{\odot}$ . É importante ressaltar que este estágio corresponde ao último ponto da trajetória evolutiva solar em que a perda de massa ainda é desprezível ( $M = 0,9935 M_{\odot}$ ). Esta escolha evitou que trabalhássemos com as elevadas incertezas decorrentes da inclusão deste fenômeno nos modelos evolutivos. Após esta fase, a luminosidade, o raio e a perda de massa aumentam até que o Sol atinja o topo do ramo das gigantes vermelhas e passe pelo processo conhecido como *flash* do hélio, momento em que a temperatura e a densidade do núcleo solar tornam-se altas o suficiente para iniciar o conjunto de reações nucleares que têm como resultados a conversão do hélio em carbono e a produção de energia.

**Tabela 1.1:** Principais propriedades do Sol nos cinco estágios evolutivos teóricos que estudaremos neste trabalho. Para efeito de comparação, também mostramos as propriedades atuais do Sol.  $L_{\odot} = 3,826 \times 10^{33}$  ergs  $s^{-1}$ ,  $R_{\odot} = 6,9599 \times 10^{10}$  cm,  $M_{\odot} = 1,989 \times 10^{33}$  g. *Fonte: An Introduction to Modern Astrophysics, Carroll, B., W., Ostlie, D., A., Addison-Wesley Publishing Company, Inc., 1996, Appendix A.*

Sol	$T_{ef}$ (K)	log g	$L/L_{\odot}$	$R/R_{\odot}$	$M/M_{\odot}$	Idade (Gano)
ZAMS	5586	4,53	0,70	0,897	1,00	0,0
Hoje	5780	4,44	1,00	1,000	1,00	4,5
SG	5743	4,18	1,76	1,343	1,00	10,0
P	5230	3,93	2,19	1,810	1,00	11,4
PG	4860	3,64	3,18	2,500	0,9998	11,8
G	4410	2,48	30,70	9,510	0,9935	12,2

A **tabela 1.1** apresenta um resumo das propriedades do Sol nos estágios evolutivos que analisaremos. A grandeza log g (onde g é dado em  $cm/s^2$ ) é a gravidade na “superfície” da estrela. Vale ressaltar que as idades dos estágios posteriores à seqüência principal são consistentes com a idade do disco galáctico (aproximadamente, 9 bilhões de anos) devido ao fato de as incertezas nas determinações destas grandezas serem da ordem de 2 bilhões de anos. Daqui por diante, adotaremos a convenção 1 bilhão de anos = 1 Gano.

### 1.3 – Seleção das Candidatas

Os artigos citados na **introdução** nos dão uma pequena amostra da variedade de critérios que podem ser utilizados para selecionarmos estrelas parecidas com o Sol. Particularmente, o método de seleção adotado pelo nosso grupo na busca por gêmeas solares foi bem sucedido e levou a resultados excelentes. Desta forma, decidimos usar adaptações do mesmo para obtermos as candidatas a representarem o Sol em cada um dos estágios evolutivos teóricos descritos na **seção 1.2**.

#### 1.3.1 – Cálculo de $M_{V_T}$ e $(B_T - V_T)$ para os Pontos Teóricos

O nosso método de seleção utiliza as grandezas  $(B_T - V_T)$  e  $M_{V_T}$ . A primeira recebe o nome de índice de cor e nada mais é do que a diferença entre as magnitudes aparentes nas bandas  $B_T$  e  $V_T$ . Estas bandas são definidas pelo catálogo Tycho (por isso, o índice  $_T$ ) do satélite Hipparcos (ESA 1997) e possuem uma grande semelhança, respectivamente, com as bandas B e V do sistema UBV de Johnson. A grandeza  $M_{V_T}$ , por sua vez, é a magnitude absoluta (magnitude que a estrela teria se estivesse a uma distância de 10 pc de nós) na banda  $V_T$ .

Os modelos evolutivos que adotamos não fornecem os valores destas grandezas para os cinco estágios evolutivos teóricos do Sol. No entanto, podemos obtê-los a partir de alguns dos parâmetros apresentados na **tabela 1.1**. A luminosidade está relacionada com a magnitude bolométrica ( $M_{bol_T}$ ), que é a magnitude correspondente a uma medição do fluxo integrado sobre todos os comprimentos de onda, através da fórmula bem conhecida:

$$M_{bol_T} = M_{bol_T}^{\odot} - 2.5 \log \left( \frac{L}{L_{\odot}} \right) \quad (1.1)$$

Usando as luminosidades da **tabela 1.1** e o valor atualmente aceito  $M_{bol_T}^{\odot} = 4,81$ , obtivemos as magnitudes bolométricas do Sol nos cinco estágios evolutivos teóricos. Em seguida, calculamos os valores de  $M_{V_T}$  nos mesmos com o auxílio da também conhecida relação:

$$M_{V_T} = M_{bol_T} - C_{bol} \quad (1.2)$$

A grandeza  $C_{bol}$  é chamada de correção bolométrica e apresenta uma dependência com a temperatura efetiva. Conseqüentemente, ela apresenta diferentes valores em cada um dos estágios evolutivos teóricos. Para o Sol G, determinamos a correção bolométrica através da calibração  $C_{bol}$  versus  $T_{ef}$  apresentada em Landolt-Börnstein (1982). Para os outros estágios, utilizamos a calibração  $C_{bol}$  versus  $T_{ef}$  feita por Habets & Heintze (1981). É importante dizer que ambas as calibrações foram modificadas para uma escala na qual  $C_{bol}^{\odot} = -0,07$ .

Os índices de cor  $(B - V)$  e  $(B_T - V_T)$ , por sua vez, são bastante influenciados por mudanças na inclinação do contínuo de Paschen, uma região do espectro eletromagnético caracterizada pela absorção de fótons com energia suficiente para ionizar átomos de hidrogênio neutro cujo elétron encontra-se no nível quântico  $n = 3$ . Como a população de átomos de hidrogênio neste estado excitado depende da temperatura efetiva da estrela (lembrar das Equações de Saha e Boltzmann), a taxa de absorção dos fótons e, conseqüentemente, a forma do contínuo de Paschen também serão bastante influenciadas por esta grandeza. Logo, em última análise, vemos que  $(B - V)$  e  $(B_T - V_T)$  devem variar com  $T_{ef}$ . Porto de Mello & da Silva (1997) obtiveram uma calibração de  $(B - V)$  em função de  $T_{ef}$  e  $[Fe/H]$  para uma amostra de estrelas anãs e subgigantes com parâmetros atmosféricos muito precisos (ver **equação 1.13**). Utilizando os mesmos dados e procedimentos destes autores, derivamos a seguinte calibração fotométrica para o índice de cor  $(B_T - V_T)$ :

$$T_{ef} (K) = 7534 - 2397(B_T - V_T) \{1 - 0,26[Fe/H]\} \quad \sigma = 22K \quad (1.3)$$

$$\pm 67 \quad \pm 93 \quad \pm 0,04$$

Esta relação nos diz que, dados os valores de  $(B_T - V_T)$  e  $[Fe/H]$  para uma determinada estrela, podemos determinar a sua  $T_{ef}$  com uma incerteza de  $\sigma = 22$  K. Da mesma forma, a **equação (1.3)** nos permite calcular o índice de cor  $(B_T - V_T)$  de uma estrela a partir da sua temperatura efetiva e da sua metalicidade. Todos os estágios evolutivos teóricos do Sol possuem, por definição,  $[Fe/H] = 0,0$ . Usando, então, as temperaturas efetivas dadas na **tabela 1.1**, obtivemos os valores de  $(B_T - V_T)$  nos estágios ZAMS, SG, P e PG. Não foi possível calcular este índice de cor somente para o

Sol G porque os valores de  $T_{\text{ef}}$  e  $\log g$  que caracterizam o mesmo não estão situados dentro dos intervalos de validade (respectivamente,  $5000 \text{ K} \leq T_{\text{ef}} \leq 6500 \text{ K}$  e  $3,5 \leq \log g \leq 4,6$ ) da **equação (1.3)**. Devemos ressaltar que a temperatura efetiva do Sol PG também está ligeiramente fora do intervalo de validade desta calibração fotométrica. No entanto, Porto de Mello (1996) afirma que pequenas extrapolações não devem introduzir erros importantes nos cálculos.

### 1.3.2 – As Calibrações Fotométricas para as Gigantes

Uma procura cuidadosa na literatura nos mostrou que nenhuma calibração análoga à **equação (1.3)** e válida para a temperatura efetiva do ponto correspondente ao Sol G havia sido publicada até o início de 2003 (época em que realizamos o procedimento descrito nesta seção). Mais do que isso, algumas delas não levavam em conta o fato de que  $(B_T - V_T)$  depende fortemente da metalicidade (o fluxo na banda  $B_T$  é bastante afetado por linhas metálicas). Portanto, tivemos que desenvolver calibrações deste índice de cor em função de  $T_{\text{ef}}$  e  $[\text{Fe}/\text{H}]$  para um intervalo de temperatura efetiva adequado aos nossos propósitos. Como a literatura também apresentava dados sobre os índices de cor  $(B - V)$ ,  $(V - R)$ ,  $(V - I)$  e  $(V - K)$ <sup>6</sup> de estrelas gigantes, achamos que a derivação de novas calibrações para os mesmos seria um esforço válido, fornecendo resultados de grande utilidade para futuros trabalhos do nosso grupo ou para outros autores.

A tabela 3 de Blackwell et al. (1991) apresenta determinações (baseadas no Método do Fluxo Infravermelho) bastante precisas e homogêneas das temperaturas de um conjunto extenso e diversificado de estrelas. Portanto, decidimos adotá-la como a nossa base inicial de dados. Em seguida, calculamos as magnitudes absolutas (na banda V) das estrelas da nossa amostra através da conhecida relação:

$$M_V = V + 5 + 5 \log \pi \quad (1.4)$$

Os valores da magnitude aparente V e da paralaxe  $\pi$  (em segundos de arco) foram retirados do catálogo Hipparcos (ESA 1997). A partir das magnitudes absolutas das

---

<sup>6</sup> As bandas R, I e K (assim como as bandas J e H) são definidas a partir da extensão do sistema UBV de Johnson.

estrelas, obtivemos suas classes espectrais e de luminosidade com o auxílio de Landolt-Börnstein (1982). Como queríamos fazer calibrações específicas para as gigantes, eliminamos todas as estrelas da nossa amostra inicial que pertenciam às classes de luminosidade IV e V (as quais caracterizam, respectivamente, subgigantes e anãs). Excluimos, também, todas as gigantes com  $T_{ef} > 5500K$  e  $M_v < -3,0$ , já que estas estavam fora dos intervalos de temperaturas efetivas e magnitudes absolutas com os quais pretendíamos trabalhar. As 55 estrelas restantes passaram a fazer parte da amostra final que seria usada para determinarmos as calibrações dos índices de cor.

O catálogo de Cayrel de Strobel et al. (1992) nos forneceu as temperaturas efetivas, as metalicidades, as gravidades superficiais, os tipos espectrais e as classes de luminosidade das nossas estrelas. Os valores de  $[Fe/H]$ , entretanto, apresentavam uma grande heterogeneidade, visto que foram determinados a partir de diferentes dados observacionais e métodos de análise. Como as temperaturas efetivas de Blackwell et al. (1991) e as metalicidades Cayrel de Strobel et al. (1992) seriam utilizadas para fazermos as calibrações dos índices de cor, decidimos corrigir as últimas em função das primeiras. Convenientemente, este procedimento acabaria por remover parte da heterogeneidade dos valores de  $[Fe/H]$ , pois as temperaturas do primeiro artigo foram determinadas de forma bastante homogênea.

Em média, os trabalhos dos quais Cayrel de Strobel et al. (1992) retirou os valores de  $[Fe/H]$  fornecem a seguinte relação entre as variações desta grandeza e de  $T_{ef}$ :

$$\frac{\Delta[Fe/H]}{\Delta T_{ef}} = 4 \times 10^{-4} \quad (1.5)$$

Usando as temperaturas efetivas dadas por Blackwell et al. (1991) e Cayrel de Strobel et al. (1992), obtivemos as correções que deveriam ser feitas nas metalicidades do último artigo:

$$\Delta[Fe/H] = (4 \times 10^{-4}) \cdot [T_{ef}(Blackwell) - T_{ef}(Cayrel)] \quad (1.6)$$

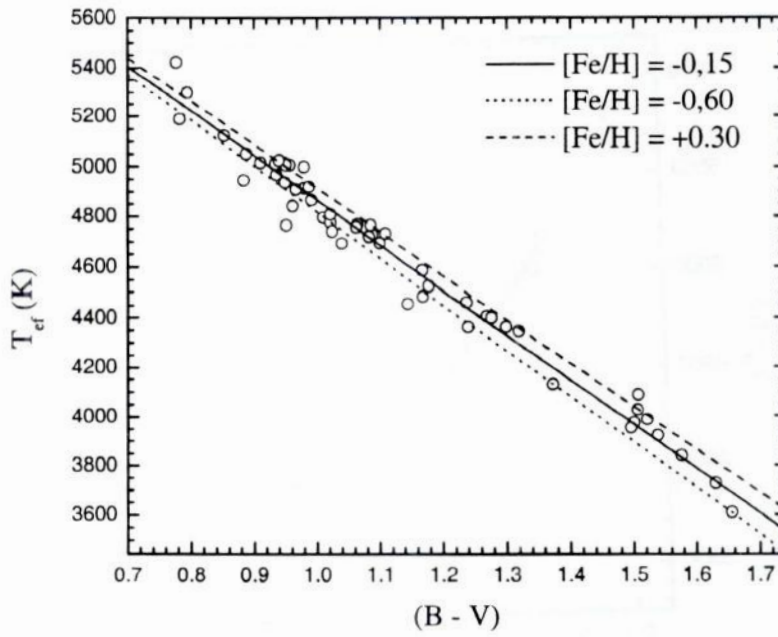
Por fim, retiramos os valores dos índices  $(B - V)$ ,  $(B_T - V_T)$  e  $(V - I)$  dos catálogos Tycho e INCA (sigla, em inglês, para *Input Catalogue*) do satélite Hipparcos (ESA 1997). As medidas de  $(V - R)$  e  $(V - K)$  foram obtidas de Mitchell et al. (1964) e

Johnson et al. (1966). Nos casos em que estes últimos índices apresentaram valores diferentes nos dois artigos, utilizamos a média aritmética dos mesmos. As estrelas utilizadas na derivação das calibrações, assim como suas propriedades mais relevantes para este trabalho, estão listadas no **apêndice A**.

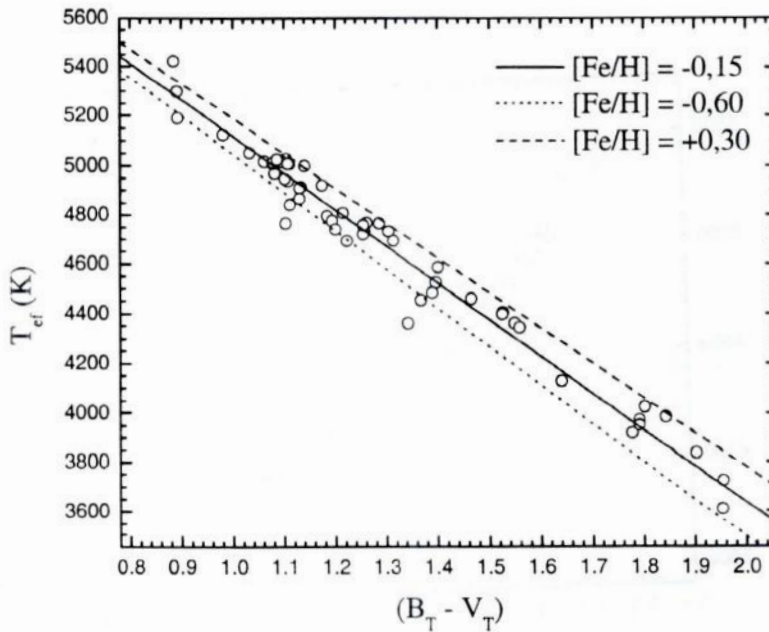
Usando os dados obtidos através dos procedimentos descritos acima, fizemos cinco gráficos do tipo  $T_{ef}$  (Blackwell) *versus* índice de cor. Eles podem ser vistos nas **figuras 1.2, 1.3, 1.4, 1.5 e 1.6**. Uma rápida análise das **figuras 1.2 e 1.3** nos mostrou que uma relação linear poderia descrever os pontos destes gráficos de forma satisfatória. No entanto, sabíamos que  $(B - V)$  e  $(B_T - V_T)$  também dependem da metalicidade (o fluxo nas bandas B e  $B_T$  são bastante afetados por linhas metálicas). Logo, decidimos derivar as calibrações para estes dois índices através de uma regressão bi-linear. As **figuras 1.4, 1.5 e 1.6** mostram, por sua vez, que uma relação linear já não é mais capaz de descrever bem os pontos destes gráficos. Como os índices  $(V - I)$ ,  $(V - R)$  e  $(V - K)$  não dependem da metalicidade (comprovamos este fato através de diversos testes, apesar de sabermos que as bandas V, I, R e K são pouco afetadas por linhas metálicas), decidimos derivar as calibrações para estes índices através de ajustes de polinômios de segundo ou terceiro grau.

Vale lembrar que a obtenção dos melhores ajustes ocorreu após um processo iterativo. Isto significa que, utilizando as 55 gigantes selecionadas anteriormente, derivamos uma primeira calibração. Com a equação obtida e os valores da metalicidade e dos índices de cor das estrelas, calculamos as temperaturas efetivas das mesmas. Em seguida, fizemos a diferença  $|T_{ef}(\text{Calibração}) - T_{ef}(\text{Blackwell})|$ , verificamos as gigantes nas quais este valor era maior do que  $3\sigma$  (onde  $\sigma$  é o erro interno na determinação das calibrações, ou seja, a dispersão dos pontos em torno das funções ajustadas) e eliminamos as mesmas da amostra. É importante ressaltar que o limite de  $3\sigma$  foi considerado, após diversos testes, mais apropriado aos nossos propósitos do que os limites  $1\sigma$  ou  $2\sigma$ . Por fim, repetimos o procedimento descrito acima até que houvesse uma convergência, ou seja, todas as gigantes da nossa amostra possuísem  $|T_{ef}(\text{Calibração}) - T_{ef}(\text{Blackwell})| < 3\sigma$ . Este processo iterativo foi realizado independentemente para cada uma das cinco calibrações. O critério de convergência, porém, foi o mesmo em todos os casos.

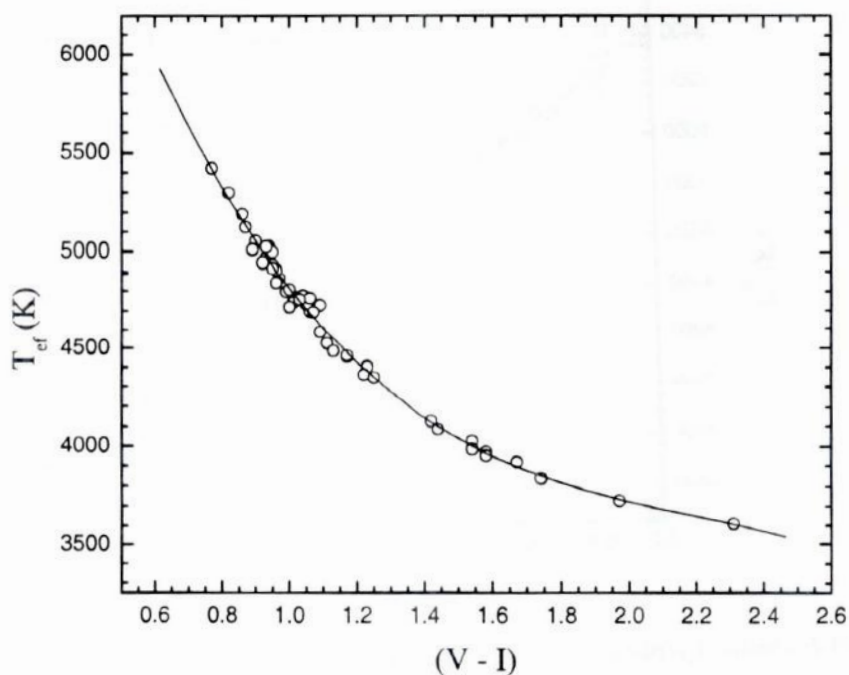




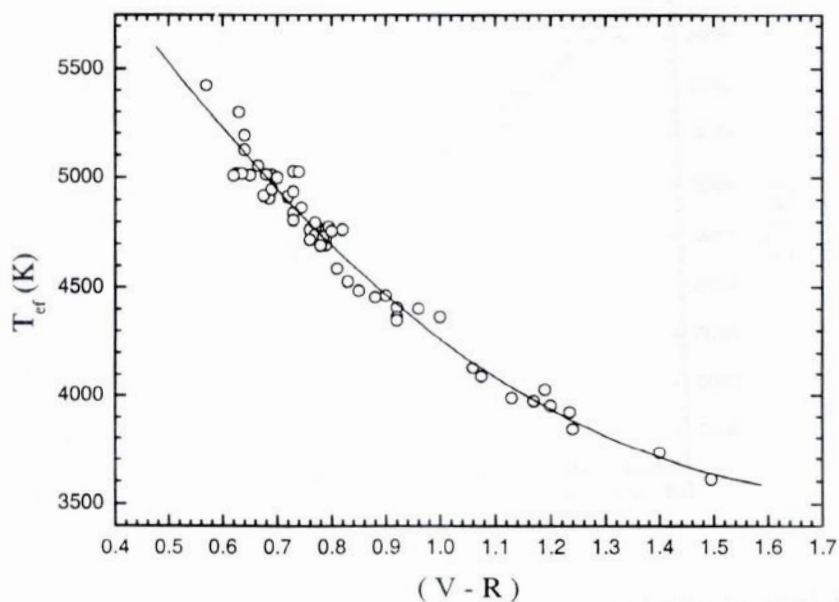
**Figura 1.2:** Gráfico  $T_{ef}$  (Blackwell) *versus* índice de cor  $(B - V)$ . Os círculos representam as 55 estrelas que restaram após o processo de iteração. As retas mostram a equação 1.7 para os valores  $[Fe/H] = -0,60$ ,  $[Fe/H] = -0,15$  (próxima da metalicidade média  $[Fe/H] = -0,16$  das gigantes utilizadas) e  $[Fe/H] = +0,30$ , ilustrando, claramente, a dependência das nossas calibrações com a metalicidade.



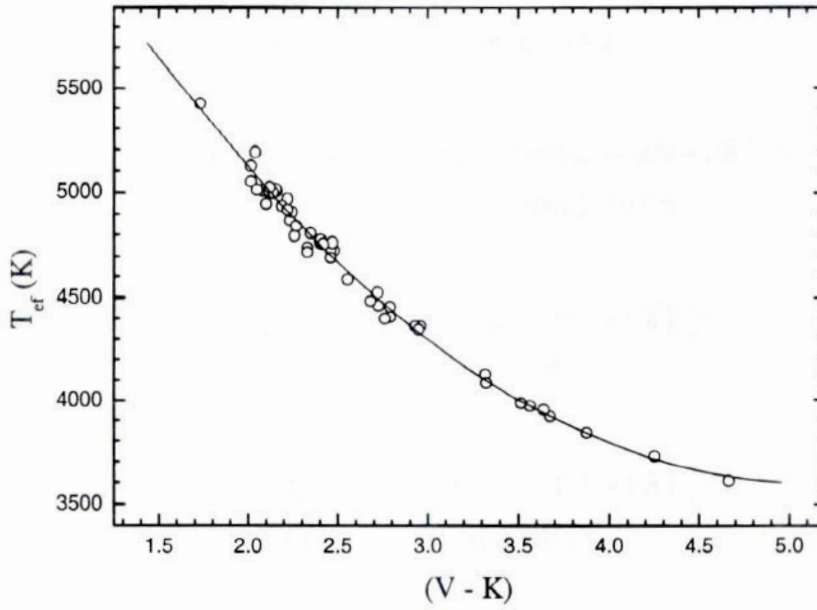
**Figura 1.3:** Gráfico  $T_{ef}$  (Blackwell) *versus* índice de cor  $(B_T - V_T)$ . Os círculos representam as 54 estrelas que restaram após o processo de iteração. As retas mostram a equação 1.8 para os valores  $[Fe/H] = -0,60$ ,  $[Fe/H] = -0,15$  (próxima da metalicidade média  $[Fe/H] = -0,16$  das gigantes utilizadas) e  $[Fe/H] = +0,30$ , ilustrando, claramente, a dependência das nossas calibrações com a metalicidade.



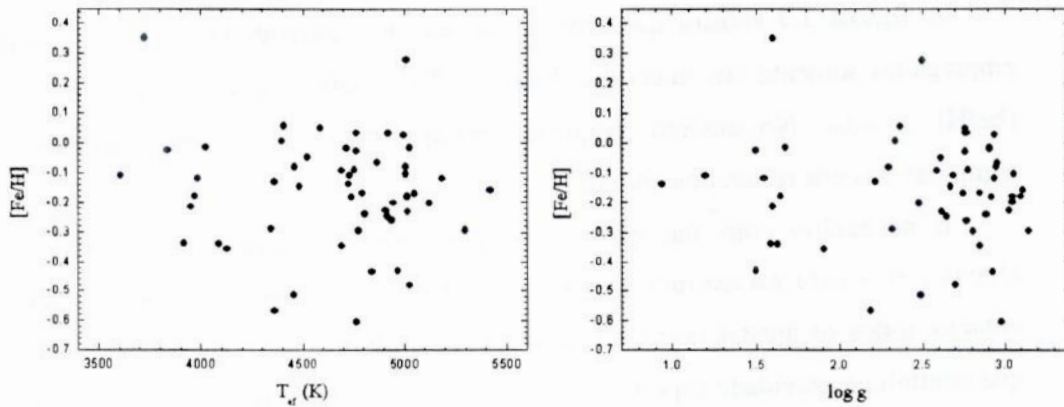
**Figura 1.4:** Gráfico  $T_{ef}$  (Blackwell) *versus* índice de cor  $(V - I)$ . Os círculos representam as 53 estrelas que restaram após o processo de iteração. A curva mostra a calibração adotada por nós (equação 1.9).



**Figura 1.5:** Gráfico  $T_{ef}$  (Blackwell) *versus* índice de cor  $(V - R)$ . Os círculos representam as 54 estrelas que restaram após o processo de iteração. A curva mostra a calibração adotada por nós (equação 1.10).



**Figura 1.6:** Gráfico  $T_{ef}$  (Blackwell) versus índice de cor  $(V - K)$ . Os círculos representam as 50 estrelas que restaram após o processo de iteração. A curva mostra a calibração adotada por nós (equação 1.11).



**Figura 1.7:** A distribuição das estrelas nos dois gráficos mostra que as calibrações derivadas neste trabalho são válidas nos intervalos  $-0,7 \leq [Fe/H] \leq +0,4$ ,  $0,9 \leq \log g \leq 3,2$  e  $3500 \text{ K} \leq T_{ef} \leq 5500 \text{ K}$ .

Como resultado da análise feita na **página 14**, derivamos as cinco calibrações mostradas abaixo:

$$\begin{aligned}
 T_{ef} (K) = & 6663 - 1782(B - V) \{1 - 0,06[Fe/H]\} & \sigma = 62K \\
 & \pm 42 \quad \pm 36 & \pm 0,02 & N = 55
 \end{aligned}
 \tag{1.7}$$

$$T_{ef}(K) = 6599 - 1458(B_T - V_T) \{1 - 0,11[Fe/H]\} \quad \sigma = 62K \quad (1.8)$$

$$\pm 41 \quad \pm 30 \quad \pm 0,03 \quad N = 54$$

$$T_{ef}(K) = 9087 - 6779(V - I) + 2955(V - I)^2 - 454(V - I)^3 \quad \sigma = 43K \quad (1.9)$$

$$\pm 310 \quad \pm 680 \quad \pm 473 \quad \pm 104 \quad N = 53$$

$$T_{ef}(K) = 7428 - 4435(V - R) + 1269(V - R)^2 \quad \sigma = 76K \quad (1.10)$$

$$\pm 188 \quad \pm 404 \quad \pm 205 \quad N = 54$$

$$T_{ef}(K) = 7712 - 1612(V - K) + 158(V - K)^2 \quad \sigma = 42K \quad (1.11)$$

$$\pm 110 \quad \pm 76 \quad \pm 12 \quad N = 50$$

O valor N fornece o número final de estrelas utilizadas em cada caso. Como a obtenção dos melhores ajustes foi feita através de um processo iterativo, o valor de N foi, em geral, diferente de 55 (número de objetos na amostra inicial).

A **figura 1.7** mostra que, rigorosamente, as **equações (1.7)-(1.11)** podem ser empregadas somente nos intervalos  $3500K \leq T_{ef} \leq 5500K$ ,  $0,9 \leq \log g \leq 3,2$  e  $-0,7 \leq [Fe/H] \leq +0,4$ . No entanto, pequenas extrapolações não devem introduzir erros significativos nos resultados obtidos.

É necessário comentar que, antes de obtermos as calibrações finais, fizemos alguns testes para estudarmos a influência da gravidade superficial nas mesmas. No entanto, todos os ajustes obtidos levaram ao mesmo resultado: o coeficiente do termo que continha a gravidade superficial não apresentava significância estatística (ou seja, o coeficiente era menor, em módulo, do que duas vezes a incerteza no seu valor). Desta forma, concluímos que não era necessário incluir a gravidade superficial na análise.

Por fim, devemos enfatizar que calibrações derivadas especialmente para estrelas frias, levando em conta metalicidades espectroscópicas de erro baixo, são raras na literatura. Além disso, a baixa dispersão dos pontos nos gráficos e uma precisão alta nos resultados finais reforçam a importância das relações apresentadas acima.

Como já foi dito na **seção 1.3.1**, todos os estágios evolutivos teóricos do Sol possuem, por definição,  $[Fe/H] = 0,0$ . Usando, então, a **equação (1.8)** e a temperatura efetiva dada na **tabela 1.1**, obtivemos o valor de  $(B_T - V_T)$  para o Sol G. Os parâmetros  $M_{V_T}$  e  $(B_T - V_T)$  referentes aos cinco estágios evolutivos teóricos do Sol são

apresentados na **tabela 1.2**.

**Tabela 1.2:** Parâmetros que serão usados para fazer a seleção das candidatas a representarem o Sol em cada um dos cinco estágios evolutivos teóricos. Os parâmetros atuais do Sol foram colocados na tabela para efeito de comparação. Os valores de  $V_T$  representam os limites superiores de magnitude aparente utilizados na seleção das candidatas (**seção 1.3.3**). A grandeza de  $d$  fornece a distância máxima das candidatas de um determinado estágio evolutivo.

Sol	$M_{V_T}$	$(B_T - V_T)$	$V_T$	$d$ (pc)
ZAMS	5,36	0,813	8,1	35,0
Hoje	4,88	0,733	-	-
SG	4,30	0,746	8,1	58,0
P	4,31	0,961	8,5	70,0
PG	4,02	1,116	8,5	80,0
G	1,58	1,501	7,0	122,0

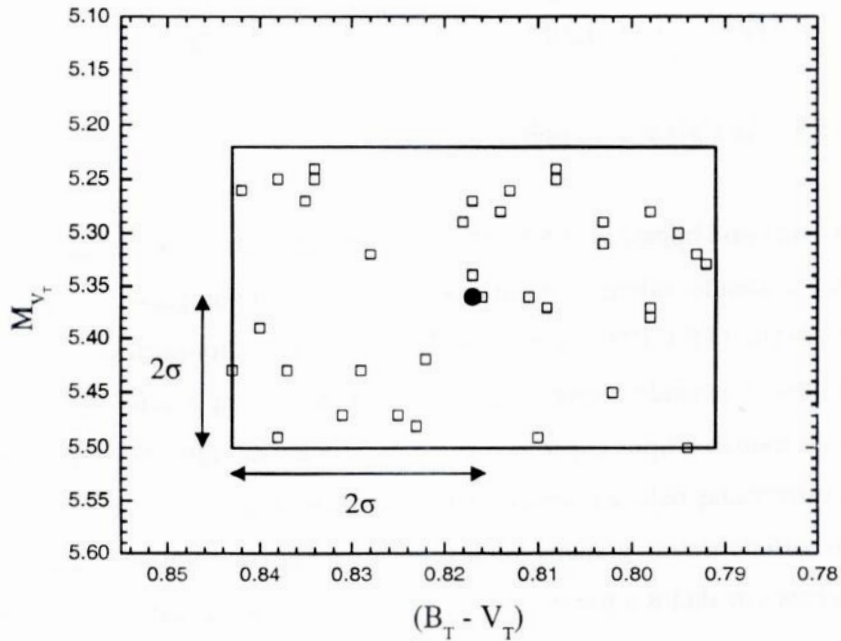
### 1.3.3 – As Caixas Fotométricas

O catálogo Hipparcos (ESA 1997) constitui a melhor base de dados astrométricos existente, contendo valores extremamente precisos e homogêneos de paralaxes ( $\pi$ ). O catálogo Tycho (ESA 1997), por sua vez, fornece dados fotométricos de boa precisão e elevada homogeneidade e apresenta uma completeza, para o índice de cor ( $B_T - V_T$ ) de estrelas de todos os tipos espectrais (com  $V_T \leq 8,0$ ), de 92%. Ou seja, apenas 8% das estrelas observadas pelo satélite Hipparcos não apresentam uma determinação de ( $B_T - V_T$ ). Em virtude destas grandes vantagens, adotamos os catálogos citados logo acima como as bases de dados a partir das quais selecionaríamos as candidatas a representarem o Sol nos estágios evolutivos teóricos descritos na **seção 1.2**.

Antes de fazermos a seleção propriamente dita, tivemos que voltar a nossa atenção para uma questão importante. De acordo com as nossas expectativas, o número total de boas candidatas encontradas poderia ficar entre 150 e 200. No entanto, o tempo de duração previsto para este projeto nos permitia observar somente um número limitado de estrelas. Precisávamos, portanto, estabelecer algum critério que deixasse a nossa amostra com um tamanho adequado. A imposição de um limite superior de magnitude aparente ( $V_T$ ) específico para cada estágio evolutivo resolveu o nosso problema de forma bastante satisfatória. Após diversas experimentações, concluímos que as nossas candidatas deveriam ser selecionadas levando em conta as seguintes limitações:  $V_T \leq$

8,1, nos estágios ZAMS e SG;  $V_T \leq 8,5$ , nos estágios P e PG; e  $V_T \leq 7,0$ , no estágio G. Estes limites superiores são mostrados na **tabela 1.2**. Fazendo as substituições  $M_V \rightarrow M_{V_T}$  e  $V \rightarrow V_T$  na **equação (1.4)** e lembrando que  $\pi(") = 1/d(\text{pc})$ , calculamos a distância máxima das candidatas que seriam selecionadas em cada estágio evolutivo. Estes valores também são apresentados na **tabela 1.2**.

Como já foi dito no início da **seção 1.3**, os métodos de seleção utilizados na busca por gêmeas solares foram muito bem sucedidos. Desta forma, decidimos adaptar mais um aspecto dos mesmos às necessidades do nosso trabalho: as caixas fotométricas. Estas são definidas a partir da consideração de um intervalo  $2\sigma$  em torno dos valores de  $M_{V_T}$  e  $(B_T - V_T)$  de cada um dos pontos que representam um estágio evolutivo solar (ver exemplo na **figura 1.8**).



**Figura 1.8:** Exemplo da “construção” de uma caixa fotométrica. O círculo preenchido é o ponto correspondente ao estágio evolutivo ZAMS. Os quadrados representam as estrelas do catálogo Hipparcos que estão dentro desta caixa e possuem  $V_T \leq 8,1$ .

Os erros finais que definiram a caixa fotométrica em torno de um determinado estágio evolutivo foram obtidos da maneira descrita a seguir. Primeiramente, escolhemos valores razoáveis para as incertezas em  $M_{V_T}$  e  $(B_T - V_T)$  neste estágio. Estas estimativas foram feitas com base nos resultados dos testes realizados durante a seleção das candidatas a gêmeas solares. Também levamos em consideração o fato de que  $\sigma(M_{V_T})$  e  $\sigma(B_T - V_T)$  são maiores para valores mais altos de  $V_T$  (esperados para os

estágios P e PG, devido ao limite superior de 8,5 que adotamos logo acima) e para estrelas mais distantes. Estas últimas devem estar presentes, em maior número, na amostra de candidatas a Sol G, pois as gigantes são mais brilhantes e podem, portanto, apresentar o mesmo valor de  $M_{VT}$  que caracteriza uma estrela mais próxima e de menor brilho.

Usando os valores  $\sigma(M_{VT})$  e  $\sigma(B_T - V_T)$ , “construímos” uma caixa fotométrica em torno do ponto que representa o estágio evolutivo do Sol em questão (ver exemplo para o estágio ZAMS na **figura 1.8**). Em seguida, selecionamos, no catálogo Hipparcos, todas as estrelas não binárias<sup>7</sup> que estavam dentro desta caixa e respeitavam o limite de magnitude aparente adotado para este estágio. A partir dos valores de  $M_{VT}$  e  $(B_T - V_T)$  das candidatas obtidas, calculamos os erros internos médios destas grandezas e os substituímos pelas incertezas inicialmente adotadas para as mesmas. Por fim, repetimos o procedimento anterior até que houvesse uma convergência. Esta era alcançada quando os erros internos médios nos valores de  $M_{VT}$  e  $(B_T - V_T)$  das candidatas selecionadas por uma determinada caixa tornavam-se iguais às incertezas utilizadas na “construção” da mesma. A **tabela 1.3** mostra os valores de  $\sigma(M_{VT})$  e  $\sigma(B_T - V_T)$  que levaram à convergência do processo iterativo. As caixas fotométricas definidas a partir destes valores de incerteza nos forneceram amostras de candidatas a representarem o Sol nos cinco estágios evolutivos teóricos aqui considerados.

**Tabela 1.3:** Incertezas que ocasionaram a convergência do processo iterativo.

Sol	$\sigma(M_{VT})$	$\sigma(B_T - V_T)$
ZAMS	0,07	0,013
SG	0,07	0,013
P	0,15	0,019
PG	0,14	0,018
G	0,19	0,010

A utilização do método descrito anteriormente apresenta a grande vantagem de

---

<sup>7</sup> Uma estrela que faça parte de um sistema binário pode ter características similares às do Sol. No entanto, decidimos selecionar somente estrelas isoladas, visto que estas têm maiores chances de apresentar uma história evolutiva parecida com a do Sol e de abrigar sistemas planetários semelhantes ao Sistema Solar.

selecionar estrelas com parâmetros muito próximos aos do Sol e alinhadas com a trajetória evolutiva de massa e metalicidade solar, visto que as caixas fotométricas são construídas em torno de pontos que fazem parte da mesma. Além disso, a adoção do limite  $2\sigma$  garante que selecionaremos boas candidatas com uma confiabilidade estatística de 95%.

Apesar de ser bastante adequado aos propósitos deste projeto, devemos ressaltar que o nosso método também apresenta alguns problemas. A caixa fotométrica pode conter, por exemplo, uma estrela que possui, simultaneamente, valores de  $T_{ef}$  e  $[Fe/H]$  mais altos ou mais baixos do que os solares (em um determinado estágio evolutivo). A atmosfera de uma estrela com metalicidade maior do que a do Sol será composta por uma quantidade maior de elementos pesados. Conseqüentemente, a opacidade da mesma será mais alta do que a que caracteriza a atmosfera solar. Em outras palavras, a absorção da radiação proveniente do interior estelar ocorrerá de forma bem mais intensa na atmosfera da estrela hipotética. Este fato faz com que apenas os fótons das camadas atmosféricas mais superficiais e, portanto, mais frias sejam capazes de escapar para o meio interestelar e chegar até nós. Pela Lei do Deslocamento de Wien ( $\lambda_{máximo}T_{ef} = \text{constante}$ ), vemos que o máximo da emissão de radiação estará deslocado (em relação ao espectro solar) para comprimentos de onda maiores, ou seja, na região vermelha do espectro. Consideremos, agora, que esta estrela hipotética também possui uma temperatura efetiva maior do que a do Sol. Então, a Lei do Deslocamento de Wien nos diz que o máximo da emissão de radiação estará deslocado (novamente, em relação ao espectro solar) para comprimentos de onda menores, ou seja, da região azul do espectro. Logo, os efeitos descritos acima poderiam se compensar, simulando um índice de cor ( $B_T - V_T$ ) semelhante ao do estágio evolutivo solar considerado e fazendo com que a nossa estrela hipotética ficasse dentro da caixa fotométrica correspondente. Uma discussão similar revela que uma estrela com valores de  $T_{ef}$  e  $[Fe/H]$  simultaneamente mais baixos do que os solares (em um determinado estágio evolutivo) também poderia ser selecionada pelas nossas caixas fotométricas.

A escolha do índice de cor ( $B_T - V_T$ ) como critério de seleção também gera um problema para o nosso método. A medida desta grandeza é bastante afetada pela extinção interestelar, a qual pode ser definida como a atenuação do brilho aparente dos objetos astronômicos devido à absorção e ao espalhamento da radiação proveniente dos mesmos pelo gás e pela poeira presentes no meio interestelar. A intensidade deste fenômeno é extremamente dependente das coordenadas galácticas do objeto e da



distância entre este e o observador (pois a distribuição da poeira e do gás na Galáxia não é uniforme). Além disso, a extinção é maior para a radiação com comprimentos de onda menores, o que faz com que os objetos astronômicos pareçam mais vermelhos do que eles realmente são. Por esta razão, a extinção interestelar é comumente chamada, pelos astrônomos, de avermelhamento interestelar.

Uma conseqüência imediata deste fenômeno é a diminuição do fluxo medido na banda  $B_T$ , fazendo com que uma estrela apresente um valor de  $(B_T - V_T)$  maior do que o real (lembrando que uma diminuição do fluxo causa um aumento da magnitude). Como o nosso método de seleção utilizou este índice de cor, vemos que as caixas fotométricas são intrinsecamente afetadas pela extinção interestelar. Existem meios bastante precisos de se determinar quantitativamente e corrigir a influência do avermelhamento sobre as determinações da magnitude aparente e dos índices de cor de uma estrela. No entanto, as correções disponíveis na literatura são específicas para cada estrela e dependem da sua distância e das suas coordenadas galácticas. Desta forma, não havia um meio de fazermos caixas fotométricas que selecionariam estrelas com índices de cor  $(B_T - V_T)$  que, depois de corrigidos, seriam iguais aos do Sol em um determinado estágio. Como a aplicação de uma correção média aos valores de  $(B_T - V_T)$  de todas as estrelas do catálogo Hipparcos (ESA 1997) seria incorreta, na maioria dos casos, decidimos conviver com o problema do avermelhamento. Na **seção 3.2.3**, discutiremos, em maiores detalhes, a influência deste fenômeno sobre os nossos dados e as correções que devem ser aplicadas aos mesmos.

#### 1.3.4 – O Índice de Similaridade Fotométrica

Com o objetivo de refinar os resultados da seleção realizada na **seção 1.3.3**, decidimos calcular um índice de similaridade fotométrica ( $S$ ) para todas as estrelas da nossa amostra. Ele é definido da seguinte forma (da Silva 2000):

$$S = \alpha \cdot \left\{ \sum_i \frac{[(\text{índice de cor})_i^* - (\text{índice de cor})_i^\odot]^2}{\sigma_{(\text{índice de cor})_i}^2} \right\} \quad (1.12)$$

Por definição,  $S_{\odot} = 0,0$ . O parâmetro  $\alpha$  é ajustado de forma a garantir que os índices de cor solares de cada estágio, quando acrescidos dos erros médios e substituídos na **equação (1.12)**, forneçam o valor  $S = 0,5$ . Desta forma, um erro de  $2\sigma$  nos índices de cor solares corresponderá a  $S = 1,0$ , uma incerteza de  $3\sigma$  nos valores dos mesmos será equivalente a  $S = 1,5$  e assim por diante.

Os índices de cor utilizados no cálculo do índice de similaridade fotométrica foram  $(B - V)$ ,  $(B_T - V_T)$ ,  $(b - y)$  e  $m_1$ . Os índices  $(B - V)$  e  $(B_T - V_T)$  já foram descritos nas **seções 1.3.1** e **1.3.2**. Os índices  $(b - y)$  e  $m_1$  são definidos pelo sistema fotométrico *uvby* de Strömgen (1963). O primeiro nada mais é do que a diferença entre as magnitudes aparentes nas bandas  $b$  e  $y$ . O último é uma medida da intensidade total das linhas metálicas situadas no intervalo de comprimentos de onda compreendido pela banda  $v$ .

Os valores de  $(B - V)$  nos estágios ZAMS, SG, P e PG foram obtidos através da calibração fotométrica derivada por Porto de Mello & da Silva (1997):

$$T_{ef} (K) = 7779 - 3064(B - V) \{1 - 0,23[Fe/H]\} \quad \sigma = 21K \quad (1.13)$$

$$\pm 75 \quad \pm 115 \quad \pm 0,03$$

Os valores dos índices  $(b - y)$  e  $m_1$  do Sol nos estágios ZAMS e SG foram calculados através de calibrações fotométricas derivadas a partir dos mesmos dados e procedimentos apresentados por Porto de Mello & da Silva (1997):

$$T_{ef} (K) = 8058 - 5607(b - y) \{1 - 0,185[Fe/H]\} \quad \sigma = 25K \quad (1.14)$$

$$\pm 84 \quad \pm 206 \quad \pm 0,025$$

$$m_1 (\text{catálogo G}) = 1,049 - 0,000145T_{ef} \{1 - 0,12[Fe/H]\} \quad \sigma = 0,014 \quad (1.15)$$

$$\pm 0,109 \quad \pm 0,000019 \quad \pm 0,04$$

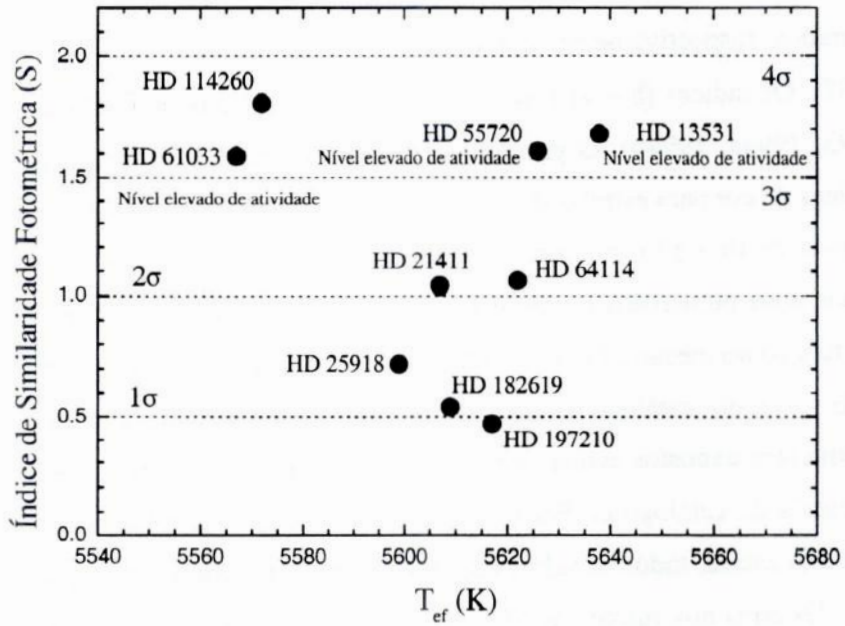
Para o estágio G, determinamos o índice  $(B - V)$  através da calibração fotométrica dada pela **equação (1.7)** e dos dados da **tabela 1.1**. Os valores de  $(B_T - V_T)$  do Sol em todos os estágios foram retirados da **tabela 1.2**. Os índices  $(b - y)$  e  $m_1$  não foram determinados para os estágios P, PG e G, visto que os mesmos não são muito úteis para as estrelas frias.

Para as estrelas da nossa amostra, os valores de  $(B - V)$  e  $(B_T - V_T)$  foram retirados, respectivamente, dos catálogos INCA e Tycho do satélite Hipparcos (ESA 1997). Os índices  $(b - y)$  e  $m_1$  foram obtidos dos catálogos F (Olsen 1983) e G (Olsen 1993, 1994a, 1994b). O primeiro catálogo apresenta, principalmente, medidas destes índices de cor para estrelas de tipo espectral F. O segundo catálogo, por sua vez, contém valores de  $(b - y)$  e  $m_1$  para estrelas de tipo espectral G. Como o catálogo G possui dados mais numerosos e precisos, Olsen (1993) decidiu homogeneizar seus resultados em função do mesmo. Para isto, ele obteve uma equação que convertia os valores de  $m_1$  e  $(b - y)$  do catálogo F para as respectivas escalas do catálogo G. Devido aos argumentos expostos acima, optamos pela utilização das medidas destes índices de cor na escala do catálogo G. Portanto, usamos a equação de Olsen (1993) e convertemos, para esta escala, todos os valores de  $(b - y)$  e  $m_1$  retirados do catálogo F.

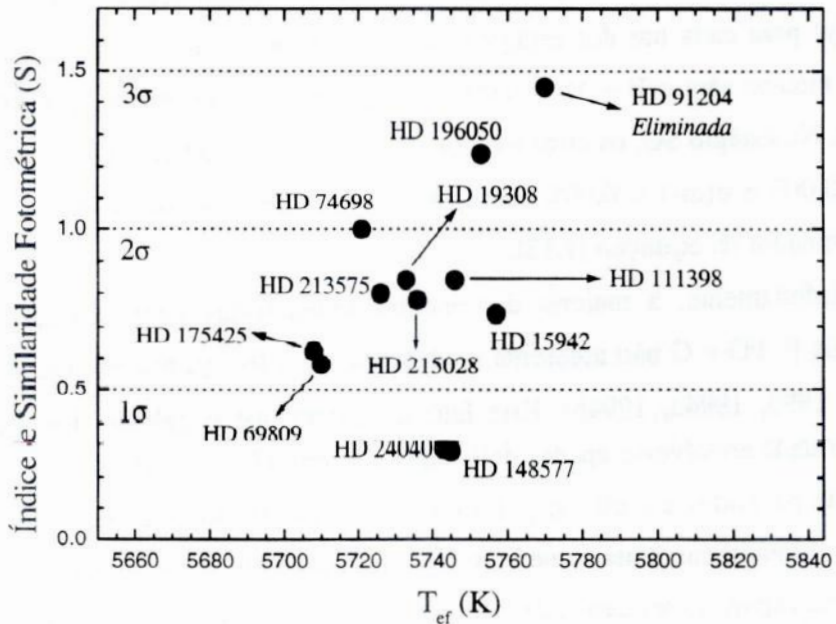
Os erros nos valores de  $(B_T - V_T)$  das nossas estrelas foram calculados a partir das incertezas, fornecidas pelo catálogo Tycho (ESA 1997), nas medidas de  $B_T$  e  $V_T$ . O catálogo INCA (ESA 1997), por sua vez, fornece diretamente os erros nas determinações do índice  $(B - V)$ . Por fim, os catálogos F e G (Olsen 1983, 1993, 1994a, 1994b) listam as incertezas nas medidas de  $(b - y)$  e  $m_1$ . Usando estes dados e médias aritméticas, obtivemos os valores dos erros médios nos índices  $(B - V)$ ,  $(B_T - V_T)$ ,  $m_1$  e  $(b - y)$  para cada um dos estágios evolutivos teóricos do Sol. No estágio ZAMS, os erros médios são:  $\sigma(B - V) = 0,007$ ,  $\sigma(B_T - V_T) = 0,014$ ,  $\sigma(b - y) = 0,003$  e  $\sigma(m_1) = 0,004$ . No estágio SG, os erros médios são:  $\sigma(B - V) = 0,007$ ,  $\sigma(B_T - V_T) = 0,014$ ,  $\sigma(b - y) = 0,003$  e  $\sigma(m_1) = 0,005$ . Estes são os erros médios que devem ser utilizados no denominador da **equação (1.12)**.

Infelizmente, a maioria das estrelas selecionadas para representar o Sol nos estágios P, PG e G não apresenta medidas de  $m_1$  e  $(b - y)$  nos catálogos F e G (Olsen 1983, 1993, 1994a, 1994b). Este fato faria com que o cálculo dos seus índices de similaridade envolvesse apenas dois índices de cor:  $(B - V)$  e  $(B_T - V_T)$ . Como eles são bastante parecidos e o último já foi utilizado para selecionar as estrelas (ele definiu as caixas fotométricas juntamente com  $M_{V_T}$ ), concluímos que o índice de similaridade  $S$  não seria capaz, nestes casos, de refinar as amostras que tínhamos até então.

Utilizamos, então, a **equação (1.12)** para calcular o índice de similaridade fotométrica ( $S$ ) de todas as estrelas selecionadas nos estágios ZAMS e SG. Os resultados são apresentados no **apêndice B**. As **figuras 1.9 e 1.10** mostram as estrelas que apresentaram os melhores resultados.



**Figura 1.9:** O índice de similaridade fotométrica para as estrelas que apresentaram os melhores resultados no estágio ZAMS. As linhas pontilhadas correspondem aos limites  $1\sigma$ ,  $2\sigma$ ,  $3\sigma$  e  $4\sigma$ . A amostra final deste estágio contém todas as estrelas com  $S \leq 2,0$  (os motivos para esta escolha são apresentados no texto). As estrelas que apresentam elevados níveis de atividade cromosférica estão especificadas.



**Figura 1.10:** O índice de similaridade fotométrica para as estrelas que apresentaram os melhores resultados no estágio SG. As linhas pontilhadas correspondem aos limites  $1\sigma$ ,  $2\sigma$ ,  $3\sigma$  e  $4\sigma$ . A amostra final deste estágio contém todas as estrelas com  $S \leq 1,5$ , com exceção de HD 91204 (os motivos para esta escolha são apresentados no texto).

Inicialmente, pretendíamos manter, em nossas amostras, todas as estrelas com  $S \leq 1,5$  (ou seja, situadas dentro de  $3\sigma$ ). No entanto, alguns detalhes nos obrigaram a mudar de idéia. No estágio ZAMS, verificamos que três estrelas situadas no intervalo  $1,5 \leq S \leq 2,0$  possuíam, de acordo com a literatura, um nível elevado de atividade cromosférica (característica que, de fato, procuramos em uma estrela jovem). Portanto, decidimos manter, nesta amostra, todas as estrelas que apresentavam  $S \leq 2,0$ . No estágio SG, encontramos uma estrela que exemplifica um dos problemas do nosso método de seleção (ver **seção 1.3.3**). A nossa caixa selecionou uma estrela (HD 91204) que, de acordo com Feltzing (1998), possui valores de metalicidade e temperatura efetiva maiores do que os do ponto correspondente ao Sol SG. Portanto, deixamos, nesta amostra, todas as estrelas que apresentavam  $S \leq 1,5$ , com exceção de HD 91204.

É importante comentar que o índice de similaridade fotométrica foi exaustivamente testado ao longo dos trabalhos que realizaram buscas por gêmeas solares. Diversas comparações entre os parâmetros astrofísicos de estrelas que possuíam valores altos e baixos de  $S$  mostraram que as últimas são mais parecidas com o Sol do que as primeiras. Portanto, concluiu-se que este índice selecionava as melhores candidatas a representar o Sol, podendo ser utilizado como um complemento poderoso ao método das caixas fotométricas. Por esta razão, decidimos usá-lo neste projeto. Convenientemente, o índice de similaridade deixou as amostras dos estágios ZAMS e SG com tamanhos compatíveis com o tempo de duração previsto para este trabalho.

#### 1.4 – Candidatas Selecionadas

Os procedimentos descritos na **seção 1.3** nos permitiram obter amostras de estrelas capazes de representar o Sol nos cinco estágios evolutivos teóricos aqui considerados. A **tabela 1.4** apresenta algumas propriedades das mesmas. Outros parâmetros relevantes serão apresentados nos capítulos seguintes.

Como já foi dito anteriormente, o tipo de trabalho que realizamos é extremamente dependente dos modelos evolutivos e dos critérios de seleção adotados. Podemos, agora, ilustrar esta afirmação de forma bastante clara. Para isto, basta uma rápida comparação entre os objetos listados na **tabela 1.4** e os que foram analisados por Dravins et al. (1993a, 1993b, 1993c), Dorren & Guinan (1994), Güdel et al. (1997) e Gaidos (1998). O leitor logo verá que as várias amostras não possuem sequer uma estrela em comum.

**Tabela 1.4:** Estrelas selecionadas como boas candidatas a representarem o Sol nos cinco estágios evolutivos. Os valores de magnitude aparente  $V$  e de velocidade radial heliocêntrica ( $v_{\text{lit}}$ ), assim como os tipos espectrais, foram retirados da base de dados astronômicos *SIMBAD*. As paralaxes heliocêntricas ( $\pi$ ) são dadas em unidades de segundos de arco e foram obtidas do catálogo Hipparcos (ESA 1997). As coordenadas equatoriais celestes  $\alpha$  e  $\delta$  foram fornecidas por este mesmo catálogo e convertidas para a época J2000.0. As siglas dos estágios foram definidas na **seção 1.2**. As estrelas marcadas com \* são aquelas que foram observadas, apesar de estarem fora das nossas caixas fotométricas (conforme explicado no texto).

Estrela	V	Tipo Espectral	$\alpha$ (2000.0)	$\delta$ (2000.0)	$\pi$ (")	$v_{\text{lit}}$ (km/s)	Estágio
HD 834	7,95	K0V	00 12 39	-26 51 11	0,01534	+6,00	PG
HD 9993	8,34	G5	01 42 26	+79 19 55	0,01152	-	PG
HD 11613	6,25	K2	01 54 54	+40 42 07	0,00945	+31,60	G
HD 13531	7,35	G0	02 13 13	+40 30 27	0,03910	+6,20	ZAMS
HD 15942	7,49	G0	02 34 04	+12 10 51	0,02321	-	SG
HD 16695	8,39	K0	02 40 34	-05 01 33	0,01167	-	PG
HD 16802	6,52	K0	02 42 00	+10 32 41	0,00902	-	G
BD+14 466	8,06	K0	02 47 10	+15 18 26	0,01477	-11,00	PG
HD 19308	7,36	G0	03 07 39	+36 37 03	0,02344	+32,53	SG
HD 21411	7,88	G8V	03 26 11	-30 37 04	0,03188	+20,30	ZAMS
HD 22918	6,96	G5	03 40 47	-02 19 58	0,02228	+48,00	PG
HD 23249*	3,52	K0IV	03 43 15	-09 45 48	0,11058	-6,10	PG
HD 24040	7,50	G0	03 50 23	+17 28 35	0,02150	-9,31	SG
HD 25918	7,70	G5	04 08 14	+44 39 46	0,03343	-36,60	ZAMS
HD 29827	6,78	K0	04 44 21	+48 10 33	0,00820	-	G
HD 34616*	7,61	K0IV	05 18 09	-16 11 13	0,01743	+24,00	PG
HD 55720	7,50	G8V	07 11 32	-49 25 27	0,03611	+86,90	ZAMS
HD 61033	7,59	G5/G6V	07 34 28	-52 58 05	0,03527	+15,70	ZAMS
HD 64114	7,71	G5	07 51 56	-11 01 59	0,03158	+52,70	ZAMS
HD 69809	7,86	G0	08 19 13	+14 12 02	0,01977	+17,10	SG
HD 71071	7,35	G5	08 25 14	-07 10 13	0,02020	+27,63	PG
HD 74698	7,78	G5V	08 40 18	-71 52 38	0,01992	+38,20	SG
HD 83004	7,52	K0	09 36 05	+23 11 29	0,02015	-	PG
HD 85427	7,72	G5	09 52 29	+31 32 33	0,01669	-	PG
HD 88399*	5,98	K2,5III	10 10 38	-41 42 55	0,01463	+33,10	G
HD 95438	7,91	K0	11 01 06	+12 02 47	0,01659	-	PG
HD 102328	5,27	K3III	11 46 56	+55 37 41	0,01580	+1,70	G
HD 111398	7,10	G5V	12 48 52	+12 05 47	0,02761	+3,10	SG

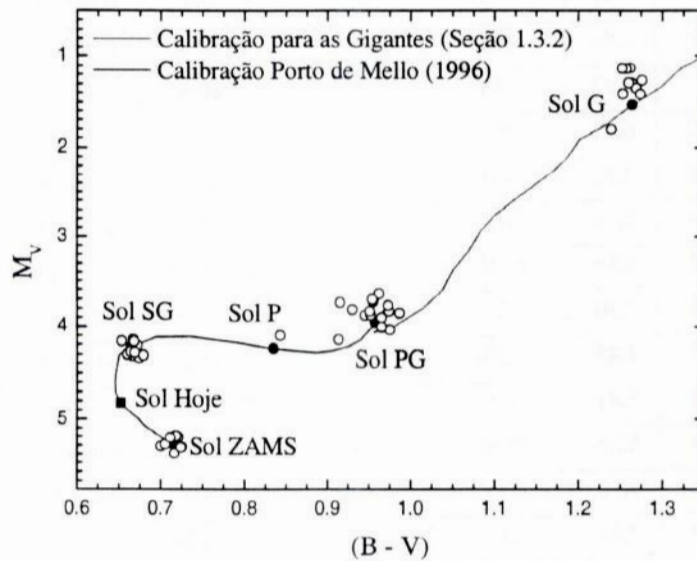
Estrela	V	Tipo Espectral	$\alpha$ (2000.0)	$\delta$ (2000.0)	$\pi$ (")	$v_{lit}$ (km/s)	Estágio
HD 114260	7,36	G6V	13 09 43	-22 11 33	0,03682	-6,80	ZAMS
HD 132167	7,82	G5	14 55 37	+52 34 02	0,01594	-42,00	PG
HD 138685*	6,56	K2	15 33 05	+16 00 43	0,00883	-	G
HD 148577	7,93	G5V	16 29 43	-18 40 51	0,01858	+62,20	SG
HD 150050	6,73	K0	16 38 34	-01 13 53	0,00865	-	G
HD 151202	7,32	K0	16 45 02	+23 43 04	0,02028	-	PG
HD 158209	8,26	K0	17 20 54	+73 00 50	0,01264	-23,00	PG
HD 164712	5,86	K2III	18 11 16	-75 53 29	0,01288	+14,80	G
HD 175425	7,90	G0	18 53 38	+37 59 07	0,01894	-68,30	SG
HD 181984	4,45	K2III	19 15 33	+73 21 20	0,02173	-29,70	G
HD 182619	7,81	G5	19 24 42	+22 12 05	0,02997	+7,80	ZAMS
HD 191053	8,26	K0V	20 09 23	-36 30 17	0,01471	-	P
HD 196050	7,50	G3V	20 37 52	-60 38 04	0,02131	+60,90	SG
HD 197210	7,61	G0	20 42 29	-05 18 04	0,03315	+2,50	ZAMS
HD 210681*	8,10	K0III	22 27 44	-86 09 22	0,01619	-	PG
HD 213575	6,94	G0	22 32 34	-06 28 02	0,02792	-21,70	SG
HD 215028	7,93	G5	22 41 38	+44 27 03	0,01890	-23,50	SG
HD 223774	5,85	K2III	23 52 30	-14 15 04	0,01138	+2,00	G

Outro fato que merece destaque é a presença de um planeta ao redor da estrela HD 196050. Ele apresenta uma massa mínima  $M_{sen\ i} = (2,8 \pm 0,5) M_{Júpiter}$  ( $i$  é o ângulo de inclinação de sua órbita e seu valor é desconhecido) e sua órbita possui um semi-eixo maior  $a = (2,4 \pm 0,5)$  UA, uma excentricidade  $e = (0,19 \pm 0,09)$  e um período  $P = (1300 \pm 230)$  dias (Jones et al. 2002). Apesar de este planeta não ser parecido com nenhum dos que compõem o Sistema Solar, ele torna a estrela HD 196050 ainda mais interessante. Esta candidata a representar o Sol no estágio SG pode fornecer informações importantes sobre a evolução de sistemas planetários e sobre a composição química de estrelas que possuem planetas ao seu redor.

Por fim, devemos comentar que, em virtude da forma como foram definidas as caixas fotométricas, existia uma probabilidade pequena (porém não desprezível) de que uma boa candidata não fosse selecionada (como foi dito na **seção 1.3.3**). Deste modo, decidimos manter, na nossa amostra final, algumas estrelas que não estavam dentro das nossas caixas, mas que se encontravam muito próximas dos limites das mesmas. São elas: HD 23249, HD 34616, HD 88399, HD 138685 e HD 210681. A decisão de observá-las e analisá-las também nos permitiria verificar, mais uma vez, se o nosso

método seleciona, de fato, as estrelas mais parecidas com o Sol.

Todas as estrelas da **tabela 1.4**, inclusive as que estavam fora das caixas fotométricas, são mostradas no **gráfico 1.11**.



**Figura 1.11:** Diagrama cor-magnitude com os estágios evolutivos teóricos do Sol (círculos pretos) e as respectivas candidatas (círculos abertos). A posição atual do Sol também é mostrada no gráfico (quadrado preto). A descontinuidade na trajetória evolutiva solar é resultado do uso de diferentes calibrações  $T_{ef}$  versus  $(B - V)$  na conversão da trajetória de Schaller et al. (1992).

É interessante notar que o estágio P possui apenas uma candidata. Este fato é, provavelmente, uma consequência das diferenças entre as luminosidades do Sol nos estágios P, PG e G e das durações distintas dos mesmos. O estágio PG compreende um período de cerca de 0,38 Gano, ao passo que os estágios P e G tem uma duração aproximada de 0,15 Gano e 0,20 Gano, respectivamente. Portanto, a probabilidade de encontrarmos mais candidatas na fase PG é maior. O Sol G, por sua vez, apresenta uma luminosidade cerca de 10 vezes maior do que as luminosidades do Sol nos estágios P e PG. Desta forma, estrelas gigantes distantes podem apresentar o mesmo valor de magnitude aparente que caracteriza uma estrela mais próxima e de menor brilho. Vemos, então, que estamos procurando gigantes em um volume de espaço bem maior, o que aumenta a probabilidade de encontrarmos candidatas ao estágio G. Todos estes argumentos mostram que a fase P não é favorecida em nenhum dos aspectos descritos acima, fazendo com que o número de candidatas neste estágio seja naturalmente menor.

A conversão dos valores de luminosidade para os valores de magnitude absoluta na banda V ( $M_V$ ) foi feita através das seguintes relações:



$$M_{bol} = M_{bol}^{\odot} - 2.5 \log \left( \frac{L}{L_{\odot}} \right) \quad (1.16)$$

$$M_V = M_{bol} - C_{bol} \quad (1.17)$$

Estas relações são muito semelhantes às **equações (1.1) e (1.2)**. A diferença está no fato de que as magnitudes não mais estão na escala do catálogo Tycho (ESA 1997). Agora, elas são dadas na escala do sistema UBV de Johnson. Para fazer esta alteração, tivemos que realizar as seguintes trocas:  $M_{bol_T} \rightarrow M_{bol}$ ,  $M_{bol_T}^{\odot} = 4,81 \rightarrow M_{bol}^{\odot} = 4,75$  e  $M_{V_T} \rightarrow M_V$ . As correções bolométricas foram aplicadas de acordo com a discussão feita após a **equação (1.2)**. A conversão dos valores de temperatura efetiva para o índice de cor (B -V) foi feita, até o estágio PG, através da calibração de Porto de Mello (1996). Deste ponto da trajetória em diante, utilizamos a **equação (1.7)**.

## CAPÍTULO 2

### OBSERVAÇÕES E REDUÇÃO

#### 2.1 – Observações Espectroscópicas

##### 2.1.1 – Especificações Técnicas

As observações espectroscópicas foram realizadas ao longo de 11 missões de observação, ocorridas entre os meses de outubro de 2001 e novembro de 2004. Os espectros da maioria das estrelas contidas na **tabela 1.4** foram obtidos com a utilização do espectrógrafo coudé acoplado ao telescópio de 1,60m do Observatório de Pico dos Dias (OPD), o qual é operado pelo Laboratório Nacional de Astrofísica (LNA/MCT). Em todas as observações, adicionamos a este aparato instrumental um detector CCD (sigla para *Charge-Coupled Device*), uma rede de difração de 1.800 *l/mm* em primeira ordem direta e uma fenda de 250  $\mu\text{m}$ . Ao longo das seis primeiras missões (10-11/2001, 05/2002, 06-07/2002, 08/2002 e mais duas em 10/2002), usamos um CCD com 1024 x 1024 pixels de 24  $\mu\text{m}$ . Com este detector, o aparato instrumental apresentou uma dispersão linear de 0,13  $\text{\AA}/\text{pixel}$ . Nas três missões seguintes (05/2003, 07/2004 e 08-09/2004), utilizamos um CCD com 2048 x 2048 pixels de 13,5  $\mu\text{m}$ . Nas duas últimas missões (10-11/2004 e 11/2004), usamos um CCD com 2048 x 4608 pixels de 13,5  $\mu\text{m}$ . Com estes dois últimos detectores, o aparato instrumental apresentou uma dispersão linear de 0,0844  $\text{\AA}/\text{pixel}$ .

As regiões espectrais de interesse para o nosso projeto estão centradas em  $\lambda 6563$  e  $\lambda 6768$ . A primeira contém a linha H $\alpha$  (originada quando um elétron realiza uma transição entre os níveis quânticos  $n = 2$  e  $n = 3$  do átomo de hidrogênio neutro), a qual pode fornecer determinações das temperaturas efetivas das estrelas e avaliações dos graus de atividade cromosférica das mesmas. Além disso, esta região possui um número razoável de linhas do Fe I (originadas quando um elétron realiza uma transição entre os dois níveis quânticos quaisquer no átomo de ferro neutro), o que nos permite usá-la para obtermos os valores de metalicidade das estrelas. No entanto, esta grandeza só pode ser determinada de forma correta se eliminarmos a contaminação do espectro estelar por linhas telúricas (linhas que aparecem no espectro da estrela devido à absorção de parte

de sua radiação na atmosfera terrestre), uma vez que elas aparecem em grande número na região  $\lambda 6563$  e alteram parcial ou totalmente os perfis de outras linhas. A região  $\lambda 6768$ , por sua vez, possui um número maior de linhas do Fe I e não apresenta contaminação significativa por linhas telúricas (Curcio et al. 1964). Desta forma, a determinação das metalicidades das estrelas pode ser feita de uma forma muito mais simples e confiável nesta região espectral. Esta contém, ainda, duas linhas do Li I (originadas quando um elétron realiza uma transição entre os níveis quânticos  $n = 1$  e  $n = 2$  do átomo de lítio neutro), espécie química cuja abundância, em estrelas de tipo solar, está relacionada com a convecção e a história evolutiva das mesmas. No **capítulo 3**, explicaremos como é possível determinar temperaturas efetivas e níveis de atividade cromosférica a partir da linha H $\alpha$  e metalicidades através das linhas do Fe I. A questão do Li I também será abordada neste capítulo.

Os espectros nas regiões  $\lambda 6563$  e  $\lambda 6768$  foram obtidos com os aparatos instrumentais que continham, respectivamente, os detectores CCD de 1024 pixels e 2048 pixels. Multiplicando o tamanho do primeiro CCD (1024 pixels) pelo valor da dispersão linear do aparato, podemos ver que o intervalo de cobertura dos espectros centrados em  $\lambda 6563$  é de  $\sim 140\text{\AA}$  (ou seja, eles vão de  $6490\text{\AA}$  até  $6630\text{\AA}$ ). Fazendo o mesmo cálculo para o CCD de 2048 pixels, verificamos que o seu intervalo de cobertura dos espectros centralizados em  $\lambda 6768$  é de  $\sim 170\text{\AA}$  (ou seja, eles vão de  $6690\text{\AA}$  até  $6840\text{\AA}$ ). O CCD de 4608 pixels, por sua vez, possuía um tamanho 2.25 vezes maior do que o do CCD de 2048 pixels e, de acordo com os cálculos anteriores, o seu intervalo de cobertura deveria ser igualmente mais extenso. Portanto, decidimos utilizá-lo na obtenção de espectros centralizados em  $\lambda 6655$ , os quais teriam um intervalo de cobertura de  $\sim 390\text{\AA}$  (ou seja, eles vão de  $6470\text{\AA}$  até  $6830\text{\AA}$ ) e, conseqüentemente, iriam conter todas as linhas importantes mencionadas no parágrafo anterior (além de outras linhas do Fe I que não aparecem nas regiões  $\lambda 6563$  e  $\lambda 6768$ ).

A capacidade que um determinado aparato instrumental tem para fazer a distinção entre duas linhas espectrais muito próximas é chamada de poder de resolução (R). Quanto maior for esta grandeza, mais facilmente poderemos diferenciar as estruturas em um espectro. Como um valor elevado de R permite uma análise espectral mais precisa e detalhada, vemos que o poder de resolução é um bom indicador da qualidade dos nossos dados. Os espectros obtidos nas regiões  $\lambda 6563$ ,  $\lambda 6768$  e  $\lambda 6655$  possuem, respectivamente,  $R = (20.000 \pm 360)$ ,  $R = (45.600 \pm 740)$  e  $R = (44.500 \pm 890)$ , valores estes que são mais do que suficientes para os objetivos deste trabalho. Vemos, também,

que, dentro dos erros estimados, os poderes de resolução em  $\lambda 6768$  e  $\lambda 6655$  são iguais. Na seção 2.2.4, ficará claro como estas determinações foram feitas.

### 2.1.2 – Objetos Observados

Inicialmente, obtivemos espectros em  $\lambda 6563$  para todas as estrelas selecionadas nos estágios ZAMS e SG. Para as demais candidatas da **tabela 1.4**, duas razões tornam desnecessárias as observações nesta região espectral. A primeira delas é o aumento das incertezas nas determinações, através da linha  $H\alpha$ , de temperatura efetiva para as atmosferas estelares nas quais esta grandeza é da ordem ou menor do que 5300 K. A segunda razão é a dificuldade na distinção entre os níveis de atividade cromosférica (também determinados através da linha  $H\alpha$ ) de estrelas em estágios evolutivos mais avançados do que o Sol SG.

O objetivo seguinte era observar toda a nossa amostra em  $\lambda 6768$  ou  $\lambda 6655$  (a partir da missão em que o CCD de 4608 pixels estava disponível). É importante enfatizar que não havia a necessidade de observar uma mesma estrela nestas duas regiões espectrais. Apesar de os espectros em  $\lambda 6768$  apresentarem um número menor de linhas do Fe I, eles podem fornecer determinações de metalicidade quase tão boas quanto as obtidas a partir de espectros em  $\lambda 6655$ . Infelizmente, 6 estrelas (HD 9993, HD 29827, HD 102328, HD 132167, HD 158209 e HD 181984) possuíam  $\delta > 45^\circ$  (declinação máxima que pode ser observada no OPD/LNA) e não puderam ser observadas em  $\lambda 6768$  ou  $\lambda 6655$ . Além disso, condições climáticas adversas em várias missões (principalmente, no ano de 2003) nos impediram de obter espectros nestas mesmas regiões para as candidatas BD+14 466, HD 69089, HD 83004, HD 85427 e HD 95438 e HD 215028.

O tempo de exposição dos espectros foi o mesmo para todas as candidatas de nossa amostra: 900 segundos. O número de espectros obtidos para uma determinada estrela, por outro lado, variou de acordo com a sua magnitude V e com as condições meteorológicas da noite de observação. Os objetos menos brilhantes (com valores altos de V) ou observados sob condições climáticas ruins necessitaram de uma quantidade maior de espectros para que os resultados obtidos a partir da análise subsequente fossem de boa qualidade. Para as estrelas mais brilhantes (com valores baixos de V) ou observadas sob condições climáticas favoráveis, era possível atingir a precisão esperada nos resultados com uma quantidade menor de espectros. Desta forma, foram obtidos entre 3 e 8 espectros para uma mesma estrela (em cada uma das regiões espectrais nas

quais ela deveria ser observada). Infelizmente, um número maior de observações não foi suficiente, em alguns casos, para garantir a obtenção de dados com a qualidade desejada.

A **tabela 2.1** apresenta um resumo das observações das estrelas da nossa amostra. A razão sinal/ruído (S/R) é uma grandeza utilizada para quantificar a qualidade dos espectros. Na **seção 2.2.5**, explicaremos como foram feitas as determinações da mesma. Por hora, basta dizermos que quanto maior for o valor de S/R, melhores serão os nossos dados.

**Tabela 2.1:** Datas em que foram observadas as estrelas, regiões nas quais os espectros foram obtidos e os valores de S/R dos mesmos. Não foi possível observar 10 das 46 estrelas que faziam parte da nossa amostra (os motivos são apresentados na **página 34**).

Estrela	Estágio	Missão	Região Espectral	S/R
HD 834	PG	08-09/2004	6768	180
HD 9993	PG	-	6768 ou 6655	-
HD 11613	G	10-11/2004	6655	250
HD 13531	ZAMS	08/2002	6563	150
		10-11/2004	6655	130
HD 15942	SG	06-07/2002	6563	110
				170
		08-09/2004	6768	130
HD 16695	PG	08-09/2004	6768	150
HD 16802	G	08-09/2004	6768	210
BD+14 466	PG	-	6768 ou 6655	-
HD 19308	SG	08/2002	6563	160
		10-11/2004	6655	140
HD 21411	ZAMS	08/2002	6563	110
		08-09/2004	6768	130
HD 22918	PG	08-09/2004	6768	270
HD 23249	PG	10-11/2004	6655	360
HD 24040	SG	08/2002	6563	100
		10-11/2004	6655	170
HD 25918	ZAMS	10/2002	6563	140
		10-11/2004	6655	60
HD 29827	G	-	6768 ou 6655	-
HD 34616	PG	08-09/2004	6768	180

Estrela	Estágio	Missão	Região Espectral	S/R
HD 55720	ZAMS	05/2002	6563	90
		08/2002		130
		05/2003	6768	160
HD 61033	ZAMS	08/2002	6563	110
		05/2003	6768	110
				140
HD 64114	ZAMS	10/2002	6563	150
		05/2003	6768	60
HD 69809	SG	10/2002	6563	90
		-	6768 ou 6655	-
HD 71071	PG	10-11/2004	6655	190
HD 74698	SG	06-07/2002	6563	110
				220
		05/2003	6768	120
				100
HD 83004	PG	-	6768 ou 6655	-
HD 85427	PG	-	6768 ou 6655	-
HD 88399	G	11/2004	6655	60
HD 95438	PG	-	6768 ou 6655	-
HD 102328	G	-	6768 ou 6655	-
HD 111398	SG	05/2002	6563	200
		07/2004	6768	170
HD 114260	ZAMS	05/2002	6563	90
				140
		05/2003	6768	190
HD 132167	PG	-	6768 ou 6655	-
HD 138685	G	08-09/2004	6768	200
HD 148577	SG	06-07/2002	6563	130
		05/2003	6768	90
				100
HD 150050	G	08-09/2004	6768	190
HD 151202	PG	05/2003	6768	200
HD 158209	PG	-	6768 ou 6655	-
HD 164712	G	08-09/2004	6768	260
HD 175425	SG	05/2002	6563	140
		08-09/2004	6768	100
HD 181984	G	-	6768 ou 6655	-

Estrela	Estágio	Missão	Região Espectral	S/R
HD 182619	ZAMS	05/2002	6563	160
		10-11/2004	6655	90
HD 191053	P	08-09/2004	6768	140
HD 196050	SG	05/2002	6563	180
		05/2003	6768	140
		07/2004		160
HD 197210	ZAMS	05/2002	6563	230
		08-09/2004	6768	110
HD 210681	PG	08-09/2004	6768	150
HD 213575	SG	05/2002	6563	180
		08-09/2004	6768	190
HD 215028	SG	08/2002	6563	120
		-	6768 ou 6655	-
HD 223774	G	08-09/2004	6768	300

Como pretendíamos realizar uma análise espectroscópica diferencial em relação ao Sol (ou seja, os parâmetros astrofísicos das candidatas seriam determinados a partir da consideração do Sol como o objeto de referência), tivemos que obter espectros da Lua nas três regiões espectrais aqui consideradas. Observamos, também, a estrela HD 146233 (18 Sco) nas regiões  $\lambda 6563$  e  $\lambda 6768$ , pois os seus parâmetros astrofísicos foram muito bem determinados em outros trabalhos do nosso grupo e ela poderia servir como um importante objeto de comparação nos estágios ZAMS, SG e P<sup>8</sup>.

A estrela HD 113226 ( $\epsilon$  Vir) é uma das gigantes mais bem estudadas da literatura e já foi utilizada como objeto padrão por diversos autores. Como os estágios PG e G também necessitavam de um objeto de comparação, decidimos acrescentar, em nossa base de dados, um espectro já reduzido desta estrela. O mesmo foi obtido com a utilização do espectrógrafo FEROS (*Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph*) acoplado ao telescópio de 1,52m do ESO (*European Southern Observatory*), localizado no Chile. O CCD usado possuía 2048 x 4096 pixels de 15  $\mu\text{m}$  e o poder de resolução

<sup>8</sup> As especificações técnicas apresentadas na seção 2.1.1 e os detalhes sobre os tempos de exposição permanecem válidos para as observações da Lua e de HD 146233. A única diferença foi a inserção, no caso da Lua, de um *decker* na frente da fenda. Esta modificação nos permitiu deixar a imagem da Lua (que é um objeto bastante extenso no céu noturno) com um tamanho compatível com o das imagens estelares.

obtido com este aparato instrumental foi  $R = 48.000$ . O espectro estava centralizado em  $\lambda 6380$  e cobria um intervalo bastante amplo de comprimentos de onda (de  $3560\text{\AA}$  até  $9200\text{\AA}$ ).

A **tabela 2.2** mostra algumas propriedades dos objetos de comparação. Outros parâmetros relevantes serão apresentados nos capítulos seguintes.

**Tabela 2.2:** Propriedades dos objetos de comparação (conforme **tabela 2.1**). Os valores da paralaxe heliocêntrica ( $\pi$ ) e da velocidade radial heliocêntrica ( $v_{\text{lit}}$ ) da Lua não são mostrados porque eles não serão usados em nenhuma etapa deste trabalho.

Objeto	V	Tipo Espectral	$\alpha$ (2000.0)	$\delta$ (2000.0)	$\pi$ (")	$v_{\text{lit}}$ (km/s)
Lua	-12,3	-	-	-	-	-
HD 146233	5,49	G2Va	16 15 37	-08 22 10	0,07130	10,6
HD 113226	2,85	G8III	13 02 11	+10 37 33	0,03190	-14,0

A **tabela 2.3**, por sua vez, apresenta um resumo das observações dos três objetos de comparação.

**Tabela 2.3:** Datas e locais das observações dos objetos de comparação, regiões nas quais os espectros foram obtidos e os valores de S/R dos mesmos.

Objeto	Local	Missão	Região Espectral	S/R
Lua	OPD/LNA	05/2002	6563	390
		08/2002	6563	270
		05/2003	6768	390
		10-11/2004	6655	550
HD 146233	OPD/LNA	08/2002	6563	490
		05/2003	6768	250
HD 113226	ESO	1999	6380	440

É importante destacar que os espectros dos objetos de comparação são de excelente qualidade (os valores mínimo e médio de S/R são, respectivamente, 250 e 390), o que nos garante dados de comparação bastante confiáveis e permite a realização de uma análise espectroscópica diferencial bastante precisa.



## 2.2 – Redução dos Espectros

O processo de redução consiste na aplicação de uma série de correções e ajustes aos espectros com o objetivo de deixá-los prontos para a análise espectroscópica que seria feita posteriormente. Todos os procedimentos descritos a seguir foram realizados com a utilização do programa IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*), desenvolvido e mantido pelo NOAO (sigla, em inglês, para *National Optical Astronomy Observatories*). Devemos lembrar que, para realizar a redução, obtivemos diversas imagens de *bias* e *flat-field* durante todas as noites de observação. Além disso, imagens de *tório-argônio* (daqui por diante, *To-Ar*) foram feitas durante todas as noites de observação a partir da missão realizada em 05/2003 (na qual passamos a obter espectros nas regiões  $\lambda 6768$  e  $\lambda 6655$ ). A importância destes três tipos de imagem ficará clara na decorrer das próximas seções.

### 2.2.1 – Procedimentos Padrão

Inicialmente, usamos a tarefa *imcombine* para fazer uma média entre imagens ou espectros do mesmo tipo obtidos em uma determinada noite de observação. Como as estrelas possuíam, no mínimo, três espectros, este procedimento também foi capaz de remover os raios cósmicos (partículas carregadas e extremamente energéticas que vêm do espaço e atingem a superfície da Terra) e estruturas resultantes de outros tipos de eventos radiativos (como, por exemplo, decaimentos radiativos que acontecem no interior do aparato instrumental) e corrigir eventuais problemas ocorridos em algum pixel do CCD durante uma observação.

As imagens de *bias* registram os valores das contagens que são artificialmente inseridas no CCD com o objetivo de evitar que eventuais flutuações durante as medidas gerem resultados negativos. Desta forma, utilizamos a tarefa *fit1d* para ajustar, em cada imagem média de *bias*, funções que representassem as variações destas contagens ao longo das linhas e das colunas do CCD. Em seguida, subtraímos (através da tarefa *ccdproc*) um determinado ajuste de todas as outras imagens e espectros médios obtidos durante a mesma noite de observação.

Alguns elétrons podem ser emitidos no CCD, mesmo que não haja radiação incidindo sobre o mesmo. Este fato ocorre porque o CCD está a uma temperatura diferente do zero absoluto e os elétrons no interior do mesmo apresentam, portanto, uma

energia térmica não nula. Desta forma, um determinado valor de contagens será adicionado a todos os espectros e todas as imagens. Este valor é chamado de corrente de escuro. Os detectores CCD por nós utilizados eram resfriados com nitrogênio líquido e operavam em temperaturas bastante baixas. Portanto, eles apresentavam valores desprezíveis de corrente de escuro e a correção deste problema não foi necessária em nossas imagens e nossos espectros.

As imagens de *flat-field*, por sua vez, medem as variações da iluminação ao longo do CCD e as diferenças entre as sensibilidades de pixels distintos. A fim de corrigir este problema, dividimos (usando, novamente, a tarefa *ccdproc*) todas as imagens de *To-Ar* e todos os espectros de uma determinada noite pela respectiva imagem média de *flat-field*. Vale ressaltar que utilizamos imagens internas de *flat-field*, ou seja, obtivemos o espectro de uma lâmpada incandescente que estava acoplada ao espectrógrafo coudé.

Os espectros estelares e dos objetos de comparação estavam, em geral, contaminados pela luz que é espalhada no interior do CCD. Além disso, todas as nossas observações foram feitas em noites de lua cheia e alguns dos nossos espectros foram obtidos logo no início ou bem no final da noite. Desta forma, o fundo do céu deve ter gerado uma contribuição importante para as contagens registradas pelo CCD. Utilizamos, então, a tarefa *apscatter* para retirar estas contaminações dos nossos espectros.

Por fim, a tarefa *apsum* nos permitiu transformar todas as imagens bidimensionais em espectros unidimensionais do tipo fluxo (energia por unidade de área e de tempo) *versus* pixel. Este procedimento foi feito para todas as imagens de *To-Ar* e todos os espectros dos nossos objetos.

### 2.2.2 – Determinação da Escala de Comprimentos de Onda

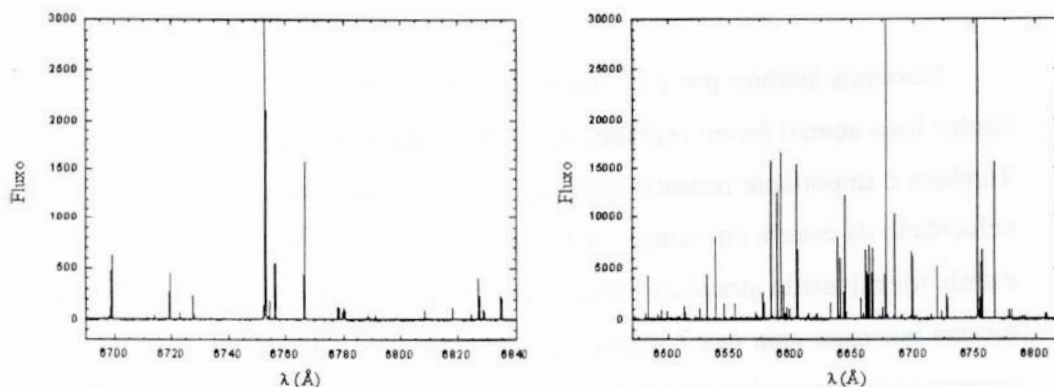
Uma escala dada em pixels dificulta bastante a identificação imediata das linhas espectrais e a análise das mesmas. Portanto, o passo seguinte do processo de redução foi o estabelecimento de uma calibração do tipo pixel *versus*  $\lambda$  (Å) para cada um dos nossos espectros.

Com o auxílio do Atlas de Fluxo Solar (Kurucz et al. 1984), selecionamos uma série de linhas, na região  $\lambda 6563$ , que estavam relativamente isoladas e não apresentavam contaminações telúricas. Depois de identificarmos os seus comprimentos de onda no Catálogo do Espectro Solar (Moore et al. 1966), determinamos a calibração pixel *versus*

$\lambda$  (Å) através das tarefas *identify* e *hedit* (necessariamente nesta ordem). A aplicação da escala de comprimentos de onda aos espectros foi feita a partir da tarefa *dispcor*. Devemos ressaltar que determinamos uma calibração específica para cada um dos espectros na região  $\lambda 6563$ . Além disso, a escala de comprimentos de onda já está no referencial de repouso, não havendo a necessidade de realizarmos a correção dos desvios Doppler. As incertezas nas posições das linhas variaram entre  $0,005\text{Å}$  e  $0,01\text{Å}$ .

Para as regiões  $\lambda 6768$  e  $\lambda 6655$ , foram feitas diversas imagens do *To-Ar*. O espectro desta lâmpada é muito importante na medida em que ele contém uma série de linhas espectrais cujos comprimentos de onda são bem conhecidos e cujos perfis são muito estreitos. Estas duas características nos permitem estabelecer calibrações do tipo *pixel versus  $\lambda$*  (Å) bastante precisas.

Deste modo, selecionamos, na região  $\lambda 6768$ , uma série de linhas que estavam relativamente isoladas com o auxílio do Atlas Espectral do Tório-Argônio (disponível na página do *Kitt Peak National Observatory*). Depois de identificarmos os seus comprimentos de onda neste mesmo atlas, determinamos a calibração *pixel versus  $\lambda$*  (Å) através das tarefas *identify* e *hedit* (necessariamente nesta ordem). A aplicação da escala de comprimentos de onda à imagem reduzida do *To-Ar* foi feita a partir da tarefa *dispcor*. O resultado é mostrado na **figura 2.1**. Realizamos estes procedimentos para todas as noites nas quais foram feitas observações em  $\lambda 6768$ . Utilizando as tarefas *hedit* e *dispcor* (necessariamente nesta ordem) e a imagem já calibrada do *To-Ar* de uma determinada noite de observação, criamos escalas de comprimento de onda em todos os espectros obtidos durante esta mesma noite. A incerteza média nas posições das linhas contidas nestes espectros foi  $\sim 0,007\text{Å}$ .



**Figura 2.1:** Imagens do *To-Ar*, já com as escalas de comprimentos de onda aplicadas, nas regiões  $\lambda 6768$  (à esquerda) e  $\lambda 6655$  (à direita).

Repetimos todos os procedimentos descritos no parágrafo acima para  $\lambda 6655$ . A imagem do To-Ar, para esta região espectral, também é mostrada na **figura 2.1**. A incerteza média nas posições das linhas contidas nos espectros também foi  $\sim 0,007\text{\AA}$ .

### 2.2.3 – Correção dos Desvios Doppler e Cálculo das Velocidades Radiais

Os comprimentos de onda das linhas do *To-Ar* estão no referencial de repouso. Os nossos objetos, entretanto, estão se movendo com diferentes velocidades em relação à Terra. Desta forma, todas as linhas contidas nos espectros obtidos são afetadas pelos desvios Doppler.

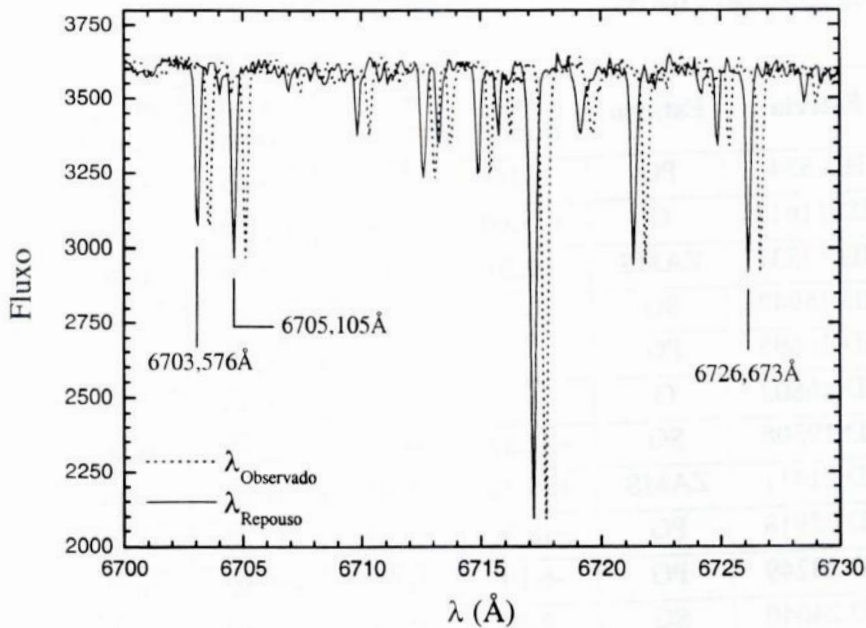
Com o intuito de corrigir este problema, selecionamos 7 linhas espectrais situadas no intervalo entre  $6688\text{\AA}$  e  $6843\text{\AA}$ . São elas:  $6703,576\text{\AA}$ ,  $6705,105\text{\AA}$ ,  $6726,673\text{\AA}$ ,  $6772,321\text{\AA}$ ,  $6806,856\text{\AA}$ ,  $6810,267\text{\AA}$  e  $6820,374\text{\AA}$ . De acordo com o Atlas de Fluxo Solar (Kurucz et al. 1984) e com o Catálogo do Espectro Solar (Moore et al. 1966), estas linhas estavam isoladas, não eram muito fracas ou demasiadamente intensas e não apresentavam contaminações telúricas. Além disso, elas estavam bem espalhadas ao longo do intervalo espectral, o que garantiria a total cobertura do mesmo. Usando comandos dentro da tarefa *splot*, determinamos os comprimentos de onda centrais destas 7 linhas em todos os espectros das regiões  $\lambda 6768$  e  $\lambda 6655$ . Calculamos, então, a velocidade radial fornecida por cada uma das linhas de um determinado espectro através da seguinte relação:

$$\frac{v_{\text{radial}}}{c} = \frac{\lambda_{\text{observado}} - \lambda_{\text{repouso}}}{\lambda_{\text{repouso}}} \quad (2.1)$$

Devemos lembrar que  $c$  é a velocidade da luz no vácuo e que os valores de  $\lambda_{\text{repouso}}$  (dados logo acima) foram retirados do Catálogo do Espectro Solar (Moore et al. 1966). Também é importante ressaltar que  $v_{\text{radial}}$  é a velocidade radial topocêntrica (ou seja, a velocidade da estrela em relação à Terra). O valor final desta grandeza para uma dada estrela foi calculado através de uma média aritmética entre os valores fornecidos para a mesma por cada uma das 7 linhas espectrais. O desvio padrão desta determinação nos forneceu a incerteza da velocidade radial topocêntrica:

$$\sigma(v_{top}) = \sqrt{\frac{\sum_{i=1}^N (v_i - v_{média})^2}{N-1}}, \text{ onde } N = 7 \quad (2.2)$$

Usando as velocidades radiais topocêntricas na tarefa *dopcor*, corrigimos os desvios Doppler em todos os espectros das regiões  $\lambda 6768$  e  $\lambda 6655$ . Um exemplo deste procedimento é apresentado na **figura 2.2**.



**Figura 2.2:** Exemplo da correção do desvio Doppler. Alinha pontilhada representa o espectro observado. A linha sólida corresponde ao espectro corrigido. Indicamos, também, três das sete linhas espectrais que foram utilizadas no cálculo do desvio Doppler (conforme descrito no texto). O espectro apresentado aqui é de HD 213575, cuja velocidade radial topocêntrica é  $-22,31$  km/s (**tabela 2.4**).

Por fim, utilizamos a tarefa *rvcorrect* para corrigir as velocidades radiais topocêntricas em função da rotação terrestre, do movimento do centro da Terra em torno do baricentro do sistema Terra-Lua e do movimento do baricentro deste sistema em torno do centro do Sol. Como resultado, obtivemos as velocidades radiais heliocêntricas das nossas estrelas. A **tabela 2.4** apresenta os valores das velocidades radiais topocêntricas e heliocêntricas para todas as estrelas que foram observadas neste projeto.

**Tabela 2.4:** Velocidades radiais para todos os objetos observados neste projeto. A grandeza  $v_{lit}$  é (conforme a **tabela 1.4**) a velocidade radial heliocêntrica da literatura. Os seus valores, assim como os seus respectivos erros, foram retirados da base de dados astronômicos *SIMBAD*. A velocidade radial topocêntrica e a sua incerteza são dadas, respectivamente, pelas grandezas  $v_{top}$  e  $\sigma(v_{top})$ . O cálculo das mesmas é descrito no texto. A velocidade radial heliocêntrica dos nossos objetos é denotada por  $v_{hel}$ . O cálculo desta grandeza também é descrito no texto. A incerteza nos valores de  $v_{hel}$  é dada pela **equação (2.5)**. Vale lembrar que fizemos  $v_{hel} = v_{lit}$  para as estrelas HD 69809, HD 113226 e HD 215028, pois não foi possível calcular as velocidades radiais heliocêntricas destas candidatas (elas não foram observadas nas regiões  $\lambda 6768$  ou  $\lambda 6655$ ).

Estrela	Estágio	$v_{lit}$ (km/s)	$\sigma(v_{lit})$ (km/s)	$v_{top}$ (km/s)	$\sigma(v_{top})$ (km/s)	$v_{hel}$ (km/s)
HD 834	PG	+6,00	5,00	-5,46	0,27	+0,68
HD 11613	G	+31,60	2,00	+28,90	0,43	+30,31
HD 13531	ZAMS	+6,20	0,60	+4,99	0,30	+8,03
HD 15942	SG	-	-	+6,82	0,47	+33,14
HD 16695	PG	-	-	-3,53	0,21	+20,11
HD 16802	G	-	-	+6,33	0,32	+32,58
HD 19308	SG	+32,53	0,15	+25,65	0,35	+33,45
HD 21411	ZAMS	+20,30	2,00	-0,54	0,30	+16,88
HD 22918	PG	+48,00	5,00	+11,53	0,29	+38,06
HD 23249	PG	-6,10	0,90	-10,82	0,27	-5,60
HD 24040	SG	-9,31	0,16	-19,10	0,42	-8,73
HD 25918	ZAMS	-36,60	0,20	-49,32	0,37	-36,14
HD 34616	PG	+24,00	5,00	-0,68	0,23	+22,13
HD 55720	ZAMS	+86,90	2,00	+98,30	0,37	+89,09
HD 61033	ZAMS	+15,70	1,90	+17,10	0,42	+7,89
				14,86	0,57	+5,70
HD 64114	ZAMS	+52,70	0,20	+77,28	0,46	+54,06
HD 69809	SG	+17,10	2,00	-	-	+17,10±2,00
HD 71071	PG	+27,63	5,05	-6,68	0,33	+20,53
HD 74698	SG	+38,20	0,10	+42,41	0,33	+40,06
				+40,52	0,51	+38,05
HD 88399	G	+33,10	2,00	+11,40	0,44	+30,77
HD 111398	SG	+3,10	0,20	+32,95	0,26	+5,08
HD 114260	ZAMS	-6,80	2,00	+8,14	0,48	-6,73
HD 138685	G	-	-	+16,11	0,39	-6,48
HD 148577	SG	+62,20	0,10	+56,81	0,55	+63,46
				81,94	0,29	+64,22
HD 150050	G	-	-	+36,18	0,32	+8,45

Estrela	Estágio	$V_{lit}$ (km/s)	$\sigma(V_{lit})$ (km/s)	$V_{top}$ (km/s)	$\sigma(V_{top})$ (km/s)	$V_{hel}$ (km/s)
HD 151202	PG	-	-	-34,02	0,25	-30,67
HD 164712	G	+14,80	-	+26,39	0,40	+9,82
HD 175425	SG	-68,30	0,20	-57,57	0,58	-68,38
HD 182619	ZAMS	+7,80	0,20	+21,92	0,60	+7,55
HD 191053	P	-	-	-30,35	0,35	-49,26
HD 196050	SG	+60,90	0,20	+42,45	0,47	+61,63
				+58,72	0,25	+61,77
HD 197210	ZAMS	+2,50	0,10	+15,68	0,52	+3,38
HD 210681	PG	-	-	+43,72	0,25	32,81
HD 213575	SG	-21,70	0,10	-22,31	0,41	-22,21
HD 215028	SG	-23,50	0,10	-	-	-23,50±0,10
HD 223774	G	+2,00	2,00	-4,60	0,34	+2,78
HD 146233	-	+10,6	2,00	+7,01	0,47	+10,56
HD 113226	-	-14,0	0,90	-	-	-13,51±0,10

As estrelas HD 69809 e HD 215028 não tiveram as suas velocidades radiais calculadas porque não foi possível observá-las nas regiões  $\lambda 6768$  e  $\lambda 6655$ . Os valores apresentados na **tabela 2.4** foram retirados da base de dados astronômicos *SIMBAD*. A velocidade radial de HD 113226 ( $\epsilon$  Vir) também não foi determinada por nós. O seu valor foi obtido de outros trabalhos do nosso grupo, os quais calcularam esta grandeza através de procedimentos análogos aos descritos anteriormente.

Quatro estrelas da nossa amostra (HD 61033, HD 74698, HD 148577 e HD 196050) possuíam duas observações distintas na região  $\lambda 6768$  e, conseqüentemente, duas determinações independentes da velocidade radial heliocêntrica. Calculamos, então, a diferença entre os dois valores obtidos para esta grandeza em cada estrela. Fazendo a média e o desvio padrão, determinamos o erro interno das nossas medidas da velocidade radial heliocêntrica:

$$\sigma_{interno}(v_{hel}) = (1,275 \pm 0,988) km/s \quad (2.3)$$

Como este erro é relativamente pequeno, concluímos que o melhor valor para as velocidades radiais heliocêntricas de HD 61033, HD 74698, HD 148577 e HD 196050 seria dado pela média aritmética entre os dois valores obtidos para esta grandeza em cada uma destas estrelas.

Para todas as estrelas da **tabela 2.4** que possuíam um valor de velocidade radial da literatura (ver **tabela 1.4**) com erros menores do que  $2\sigma_{\text{interno}}$ , calculamos a diferença  $|v_{\text{lit}} - v_{\text{hel}}|$ . Fazendo a média e o desvio padrão, determinamos o erro externo das nossas medidas da velocidade radial heliocêntrica:

$$\sigma_{\text{externo}}(v_{\text{hel}}) = (0,93462 \pm 0,60072) \text{ km/s} \quad (2.4)$$

Fazendo uma composição quadrática dos erros interno e externo, obtivemos o erro total nas nossas determinações das velocidades radiais heliocêntricas:

$$\sigma_{\text{total}}(v_{\text{hel}}) = \sqrt{\sigma_{\text{interno}}^2 + \sigma_{\text{externo}}^2} \approx 1,60 \text{ km/s} \quad (2.5)$$

Este valor foi adotado como a incerteza nos valores das velocidades radiais heliocêntricas apresentadas na **tabela 2.4**, exceto nos casos (já explicados) de HD 69809, HD 215028 e  $\epsilon$  Vir.

#### 2.2.4 – Estimativas do Poder de Resolução

Como já dissemos no final da **seção 2.1.1**, o poder de resolução ( $R$ ) é a capacidade que um determinado aparato instrumental tem para fazer a distinção entre duas linhas espectrais muito próximas. Esta grandeza é estimada através da relação  $R = \lambda/\Delta\lambda$ , onde  $\Delta\lambda$  é a FWHM (*Full Width at Half Maximum* ou, em português, Largura Total à Meia Altura) do perfil instrumental.

Os aspectos das linhas que observamos em nossos espectros resultam da ação do perfil instrumental sobre os perfis intrínsecos das mesmas. A operação matemática que descreve esta ação é denominada convolução. Uma discussão mais profunda sobre a mesma não é necessária aqui<sup>9</sup>. Por hora, basta dizermos que a convolução de um perfil muito estreito com o perfil instrumental fornecerá uma estrutura cujo perfil é bastante similar ao último. Como as linhas contidas em uma imagem de *To-Ar* apresentam uma largura infinitesimal em comparação com  $\Delta\lambda$ , vemos que elas podem nos dar uma ótima estimativa do poder de resolução dos nossos espectros.

---

<sup>9</sup> Os leitores que se interessarem pelo assunto, entretanto, podem consultar Gray (1992) ou textos matemáticos especializados.



Utilizamos, então, comandos dentro da tarefa *splot* para medir os valores de  $\lambda$  e  $\Delta\lambda$  de um conjunto de linhas relativamente isoladas nos espectros de *To-Ar*. Este conjunto é específico para cada uma das três regiões espectrais ( $\lambda 6563$ ,  $\lambda 6768$  e  $\lambda 6655$ ). Calculando R para cada uma das linhas e fazendo uma média aritmética entre os valores encontrados, obtivemos os poderes de resolução apresentados na **seção 2.1.1**. O fato de termos  $\langle R \rangle_{6768} = \langle R \rangle_{6655}$ , dentro dos erros estimados, mostra que as análises espectroscópicas realizadas nas duas regiões serão equivalentes.

### 2.2.5 – Estimativas da Razão Sinal/Ruído

Como já foi dito na **seção 2.1.2**, a razão sinal/ruído (S/R) é utilizada para quantificar a qualidade dos espectros. Esta grandeza é definida pela razão entre o valor médio do fluxo em um determinado intervalo espectral (S) e a flutuação do ruído dentro deste mesmo intervalo (R). Descrevendo esta flutuação através de um desvio quadrático médio, obtivemos:

$$R = \sqrt{\sum_i (F_i - \langle F \rangle)^2} \quad (2.6)$$

As grandezas  $F_i$  e  $\langle F \rangle$  são, respectivamente, o fluxo em um determinado comprimento de onda e o fluxo médio no intervalo espectral considerado. Analisando estas definições, vemos que  $S = \langle F \rangle$ . Desta forma, a razão sinal/ruído pode ser calculada através da seguinte relação:

$$S/R = \frac{\langle F \rangle}{\sqrt{\sum_i (F_i - \langle F \rangle)^2}} \quad (2.7)$$

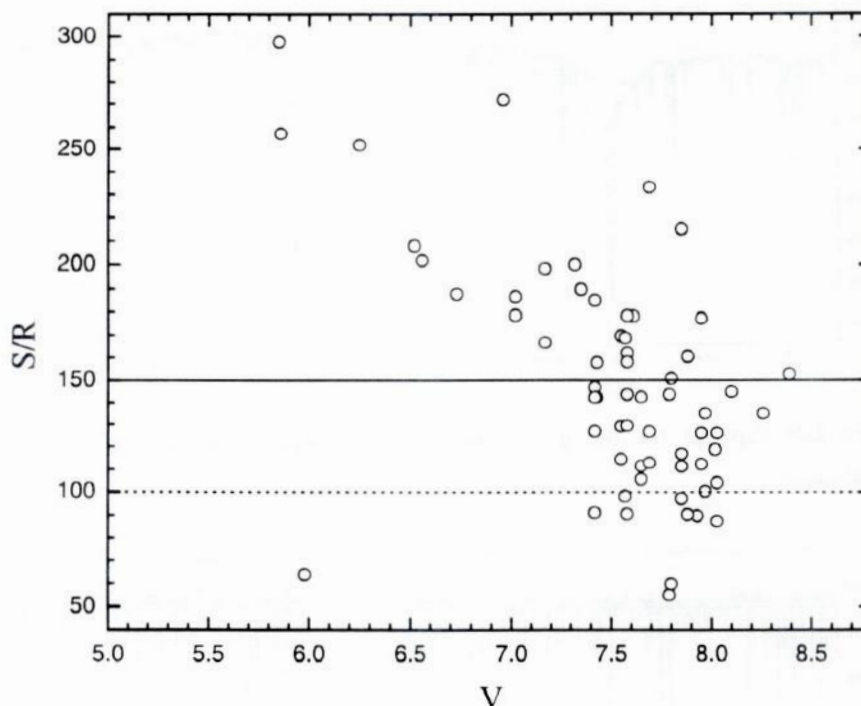
Em cada uma das três regiões espectrais aqui consideradas, selecionamos intervalos de comprimentos de onda livres de linhas espectrais (chamados de regiões de contínuo aparente) e de linhas telúricas. Este procedimento foi realizado com o auxílio do Atlas de Fluxo Solar (Kurucz et al. 1984) e do Catálogo do Espectro Solar (Moore et al. 1966). Os intervalos considerados foram:

- **Região  $\lambda 6563$ :** 6577,1Å – 6579,7Å; 6600,1Å – 6601,5Å; 6614,3Å – 6616,3Å.
- **Região  $\lambda 6768$  (estágios ZAMS, SG e P):** 6693,5Å – 6695,5Å; 6723,0Å – 6724,2Å; 6778,0Å – 6781,5Å; 6791,2Å – 6792,8Å; 6801,0Å – 6803,4Å; 6815,5Å – 6819,1Å.
- **Região  $\lambda 6655$  (estágios ZAMS, SG e P):** 6600,1Å – 6601,5Å; 6614,3Å – 6616,3Å; 6693,5Å – 6695,5Å; 6723,0Å – 6724,2Å.

As estrelas selecionadas nos estágios PG e G são mais frias do que as outras candidatas e, portanto, seus espectros apresentam uma quantidade maior de linhas. Algumas delas, inclusive, aparecem nas regiões de contínuo aparente selecionadas para as candidatas dos estágios ZAMS, SG e P. Deste modo, fomos forçados a escolher intervalos novos que nos permitissem medir os valores de S/R nos espectros das estrelas PG e G. Para isto, usamos o Atlas de Fluxo Solar (Kurucz et al. 1984), o Catálogo do Espectro Solar (Moore et al. 1966) e o espectro reduzido de  $\epsilon$  Vir. Os intervalos considerados foram:

- **Região  $\lambda 6768$  (estágios PG e G):** 6718,5Å – 6719,3Å; 6720,1Å – 6720,6Å; 6723,0Å – 6723,5Å; 6723,8Å – 6724,5Å; 6787,7Å – 6788,5Å.
- **Região  $\lambda 6655$  (estágios ZAMS, SG e P):** 6718,5Å – 6719,3Å; 6720,1Å – 6720,6Å; 6723,0Å – 6723,5Å; 6723,8Å – 6724,5Å.

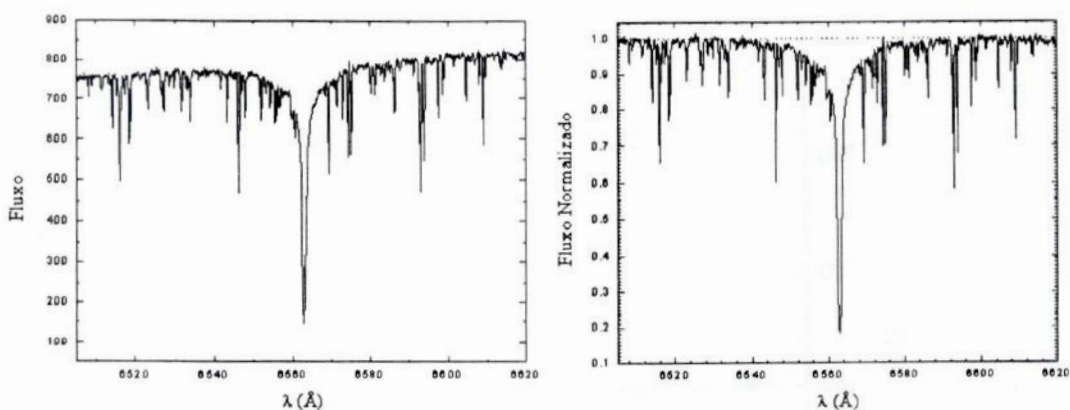
Para um espectro em uma determinada região, medimos os valores de S/R nas regiões de contínuo aparente (conforme especificado logo acima) através de comandos dentro da tarefa *splot*. Uma média aritmética simples nos forneceu o valor final da razão sinal/ruído de cada um dos espectros que obtivemos. Estes valores já foram mostrados nas **tabelas 2.1 e 2.3**. Analisando a primeira, vemos que  $\langle S/R \rangle = 150$ , valor este que está de acordo com as necessidades do nosso trabalho. Além disso, podemos observar que poucos espectros possuem  $S/R < 100$ , valor mínimo necessário para o cumprimento dos objetivos deste projeto. Estas duas constatações também são mostradas na **figura 2.3**.



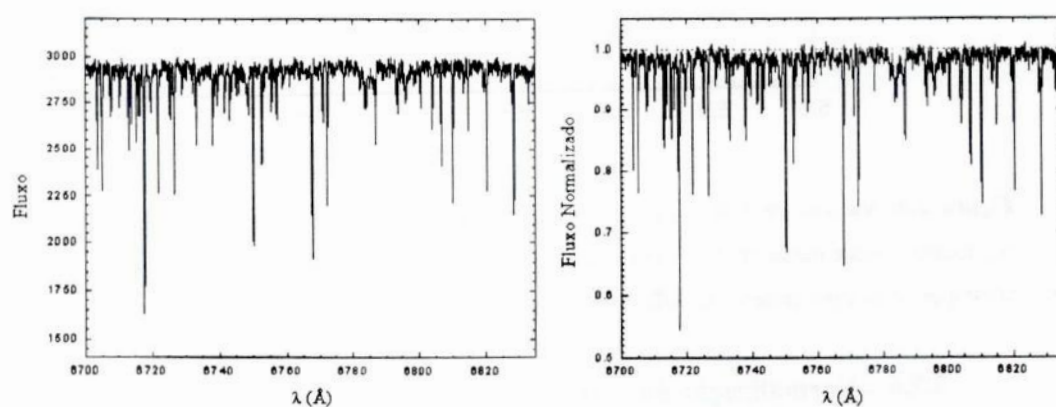
**Figura 2.3:** Valores de S/R para todas as nossas candidatas (conforme **tabela 2.1**). A linha sólida representa o valor médio de S/R (=150) obtido para os nossos espectros. A linha pontilhada, por sua vez, corresponde ao valor mínimo de S/R = 100 (conforme explicado no texto).

### 2.2.6 – Normalização do Contínuo

A normalização do contínuo foi a última etapa do processo de redução. Este procedimento consistiu, inicialmente, na seleção do maior número possível de regiões de contínuo aparente. Mais uma vez, as nossas escolhas foram feitas com ajuda do Atlas de Fluxo Solar (Kurucz et al. 1984). Em seguida, usamos a tarefa *continuum* para construir um polinômio que passava por estas regiões de contínuo aparente e possuía a menor ordem possível. Revisamos e modificamos o ajuste deste polinômio até termos a certeza de que o mesmo reproduzia, de forma suave e precisa, a curvatura do contínuo aparente. Por fim, dividimos (ainda usando a tarefa *continuum*) todo o espectro pelo polinômio que determinamos. Como resultado, obtivemos um espectro no qual a escala de fluxo está normalizada, ou seja, vai de 0 até 1 (ver **figuras 2.4 e 2.5**).



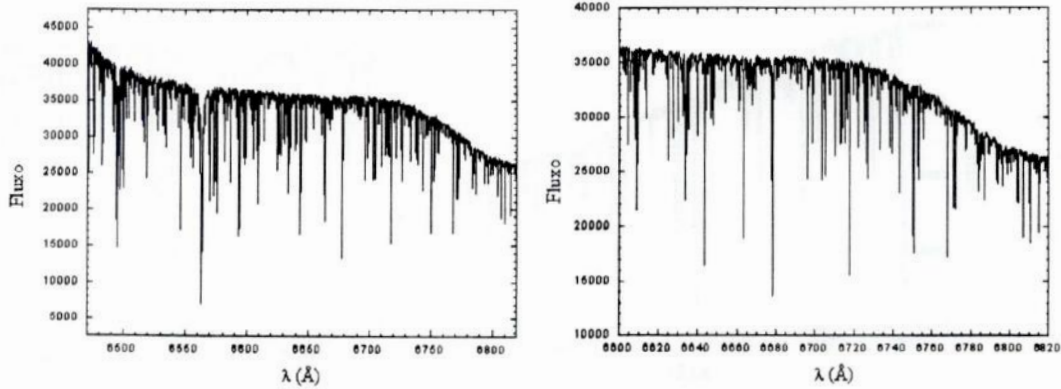
**Figura 2.4:** Espectro ( $\lambda 6563$ ) de HD 64114 antes (esquerda) e depois (direita) do processo de normalização.



**Figura 2.5:** Espectro ( $\lambda 6768$ ) de HD 196050 antes (esquerda) e depois (direita) do processo de normalização.

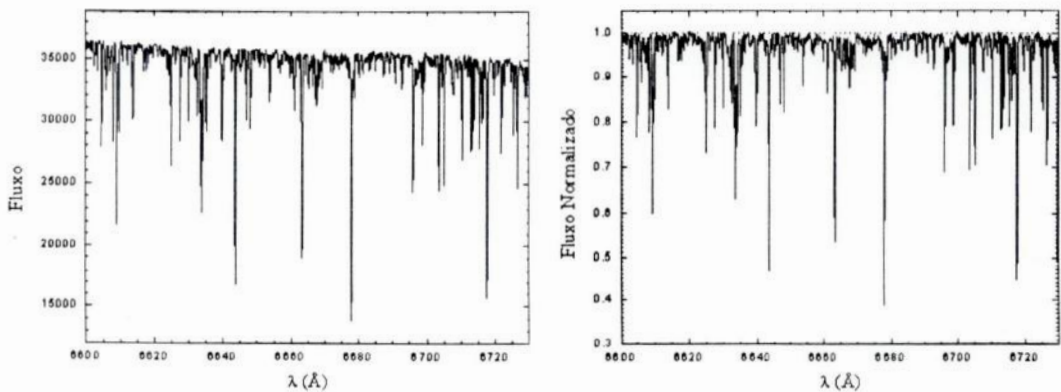
A normalização do contínuo em  $\lambda 6655$  apresentou algumas peculiaridades. O CCD de 4608 pixels introduz uma grande curvatura nos espectros obtidos nesta região, o que impossibilita o ajuste de um único polinômio em todo o intervalo espectral. Desta forma, tivemos que usar a tarefa *scopy* para “cortar” todos estes espectros.

Inicialmente, excluímos todo o intervalo situado entre  $6470\text{Å} - 6600\text{Å}$  (ver **figura 2.6**). Nos estágios P, PG e G, esta região espectral não é de grande utilidade, visto que as linhas do Fe I são muito afetadas por linhas telúricas (Curcio et al. 1964) e a linha  $H\alpha$  já não fornece determinações tão precisas de  $T_{\text{ef}}$  e do nível de atividade cromosférica (como já foi dito na **seção 2.1.2**). Nos estágios ZAMS e SG, a linha  $H\alpha$  já seria estudada a partir dos espectros em  $\lambda 6563$ . Além disso, a mistura dos dados fornecidos por esta região e por  $\lambda 6655$  prejudicaria a homogeneidade dos nossos resultados.

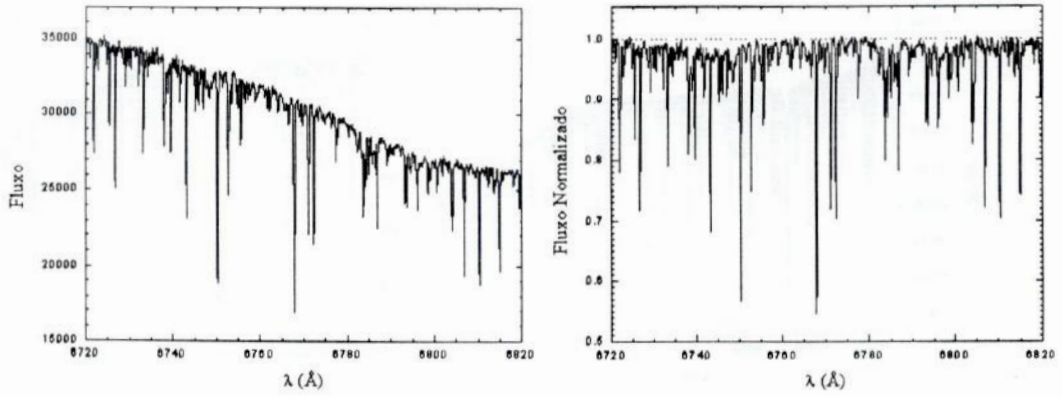


**Figura 2.6:** Espectro de HD 23249 antes (esquerda) e depois (direita) de realizarmos o “corte”. No espectro completo, podemos confirmar que a linha H $\alpha$  não é tão pronunciada quanto aquela que é mostrada na **figura 2.4**. No espectro “cortado”, podemos observar a curvatura que nos impediu de aplicar uma só normalização em todo o intervalo espectral.

Em seguida, dividimos o intervalo espectral restante (6600Å – 6830Å) em duas regiões: 6600Å – 6730Å e 6720Å – 6830Å. Fizemos, então, normalizações independentes para cada uma delas (ver **figuras 2.7** e **2.8**). O fato de termos deixado o intervalo 6720Å – 6730Å em ambas as partes foi proposital. Ele nos permitiu verificar a consistência entre as duas normalizações realizadas de forma independente (conforme veremos na **seção 3.1**).



**Figura 2.7:** Intervalo espectral 6600Å – 6730Å antes (esquerda) e depois (direita) do processo de normalização. O espectro apresentado é, novamente, da estrela HD 23249.



**Figura 2.8:** Intervalo espectral 6720Å – 6830Å antes (esquerda) e depois (direita) do processo de normalização. O espectro apresentado é, novamente, da estrela HD 23249.

É importante comentar que a normalização do contínuo foi feita com extremo cuidado, uma vez que a precisão neste procedimento é fundamental para a obtenção de valores confiáveis de larguras equivalentes (e, conseqüentemente, de metalicidade), temperaturas efetivas de H $\alpha$  e fluxos cromosféricos (como veremos no decorrer do **capítulo 3**). Além disso, esta etapa da redução foi inteiramente realizada por uma só pessoa, o que nos permitiu relevar, em análises comparativas, eventuais erros sistemáticos.

## CAPÍTULO 3

### ANÁLISE ESPECTROSCÓPICA

Dissemos, no capítulo anterior, que as linhas espectrais nos fornecem diversas informações sobre as condições físicas das atmosferas estelares e as abundâncias dos elementos químicos presentes nas mesmas. Neste capítulo, explicaremos como foram feitas as análises das linhas contidas nos espectros das nossas candidatas e apresentaremos todos os parâmetros astrofísicos que conseguimos determinar para estas estrelas. Antes, porém, faremos uma discussão breve e simplificada sobre a formação das linhas espectrais nas atmosferas estelares. O entendimento da mesma facilitará bastante a compreensão das seções subsequentes.

#### 3.1 – Larguras Equivalentes

##### 3.1.1 – A Formação das Linhas Espectrais<sup>10</sup>

Ao atravessar a fotosfera da estrela (região observável de uma atmosfera estelar), os feixes de radiação contínua provenientes do interior estelar interagem com a matéria e alguns fótons são retirados dos mesmos por meio de diversos processos. Aqui, estamos interessados no caso específico da absorção. Este fenômeno ocorre quando um fóton possui uma energia exatamente igual à diferença de energia entre dois níveis quânticos quaisquer de um determinado átomo. Ao ser absorvido, este fóton transfere sua energia ( $E_{\text{fóton}} = h\nu = hc/\lambda$ ) para um elétron que se encontra no nível de menor energia. Como resultado, o elétron consegue realizar uma transição para o nível de maior energia (processo chamado de excitação). Eventualmente, este elétron retornará para o nível quântico em que ele originalmente estava. Este processo será acompanhado pela emissão (no caso mais simples possível) de um fóton com energia igual à diferença de energia entre os níveis quânticos envolvidos na transição. No entanto, o mesmo não será emitido necessariamente na mesma direção do fóton que havia sido inicialmente

---

<sup>10</sup> O conteúdo desta seção deve ser encarado como um resumo bastante simplificado das discussões feitas em Novotny (1973), Mihalas (1978), Gray (1992) e Ostlie & Carroll (1996).

absorvido. Em última análise, o fóton original foi removido do feixe de radiação que estava atravessando a fotosfera estelar.

O exemplo descrito no parágrafo anterior analisa dois níveis de energia específicos. No entanto, um átomo apresenta diversos níveis quânticos e, portanto, os seus elétrons podem realizar diferentes transições entre os mesmos (há algumas restrições, impostas pelas regras de seleção, mas não as discutiremos aqui). Conseqüentemente, um único átomo é capaz de retirar fótons de diversas energias (ou comprimentos de onda) do feixe de radiação. Átomos de espécies diferentes ou, até mesmo, átomos do mesmo elemento em diferentes estágios de ionização, possuem níveis quânticos distintos. Desta forma, cada espécie química será capaz de retirar, do feixe de radiação, um conjunto bastante específico de fótons. Como resultado, o fluxo emitido pela estrela será reduzido nos comprimentos de onda característicos dos fótons que foram absorvidos na atmosfera estelar. Vemos, então, que o espectro de uma dada estrela apresentará várias “falhas” no contínuo, as quais chamamos de linhas espectrais.

O perfil de uma linha formada no contexto descrito acima recebe o nome de perfil natural e é muito estreito, com uma FWHM típica de, aproximadamente,  $0,00024\text{\AA}$ . As linhas observadas nos espectros estelares apresentam, entretanto, larguras bem maiores do que este valor. Estas diferenças são devidas à ocorrência, nas fotosferas estelares, de efeitos que provocam o alargamento das linhas espectrais.

O primeiro destes efeitos é chamado de alargamento Doppler térmico. Como o próprio nome sugere, este fenômeno é causado pelo desvio Doppler (discutido na **seção 2.2.3**). As diversas camadas da fotosfera da estrela apresentam uma temperatura característica e, portanto, os átomos presentes nas mesmas possuem movimentos térmicos. Desta forma, estes átomos “vêm” os fótons do campo de radiação com um comprimento de onda diferente do que seria observado em um referencial em repouso. Mais especificamente, no caso em que os átomos estão se afastando (aproximando) dos fótons, os últimos são “vistos” pelos primeiros com um comprimento de onda maior (menor). O efeito Doppler permite, portanto, que um determinado processo de excitação, caracterizado por uma energia  $\Delta E$ , seja realizado por fótons cujas energias são ligeiramente diferentes deste valor. Como resultado, estes fótons são retirados do feixe de radiação e a linha espectral sofre um alargamento. Uma análise matemática formal mostra que este fenômeno dá origem a um perfil gaussiano e fornece uma contribuição bastante importante para o valor de FWHM das linhas. Na fotosfera do Sol

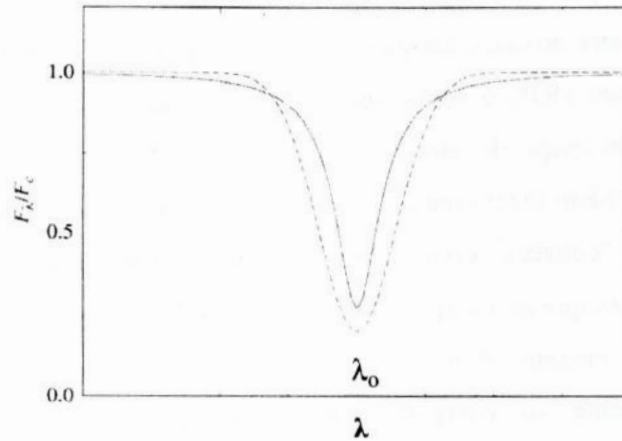


( $T_{\text{ef}} = 5780\text{K}$ ), por exemplo, o alargamento Doppler é de  $0,427\text{\AA}$  na linha  $\text{H}\alpha$ , cerca de 1000 vezes maior do que o alargamento natural na mesma ( $0,000457\text{\AA}$ ).

O segundo efeito é conhecido como alargamento colisional ou alargamento por pressão. A presença de átomos neutros ou íons nas regiões vizinhas ao átomo considerado podem fazer com que os níveis de energia do mesmo sofram perturbações. Por exemplo, “colisões” com átomos neutros ou interações eletromagnéticas com os íons fazem com que as energias dos níveis quânticos de um átomo sejam alteradas. O resultado, no entanto, é o mesmo: as diferenças entre os níveis de energia (e, conseqüentemente, as energias necessárias para a ocorrência dos processos de excitação) são modificadas. Deste modo, a combinação de todas as perturbações, em um dado instante, permite que um processo de excitação, caracterizado por uma energia  $\Delta E$ , seja realizado por fótons cujas energias são ligeiramente diferentes deste valor. Novamente, este fato faz com que estes fótons sejam retirados do feixe de radiação, ocasionando um alargamento da linha espectral.

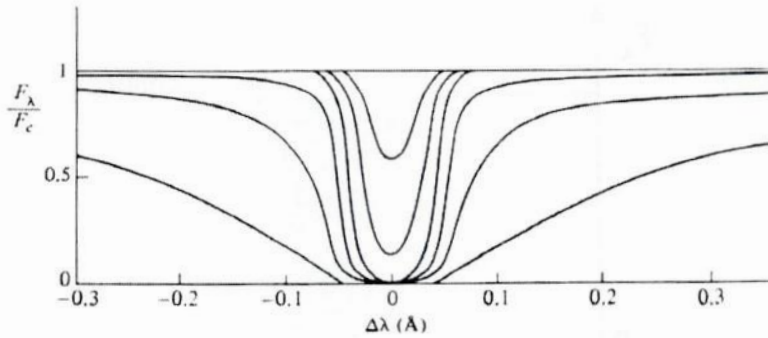
O alargamento colisional pode ainda ser dividido, de acordo com a natureza das espécies químicas perturbada e perturbadora, em algumas categorias: efeito Stark linear, efeito Stark quadrático, efeito de ressonância e efeito de van der Waals. Os dois primeiros não são muito importantes para nós, uma vez que envolvem interações com íons (os quais são pouco abundantes nas fotosferas das estrelas que estudaremos). O efeito de ressonância ocorre quando as espécies perturbada e perturbadora são átomos neutros de mesma espécie. Portanto, vemos que este efeito será extremamente importante para o hidrogênio, o elemento mais abundante nas fotosferas estelares aqui analisadas. O efeito de van der Waals acontece quando as espécies perturbada e perturbadora são átomos neutros de espécies distintas. Desta forma, este efeito será bastante importante quando o hidrogênio for a espécie perturbadora. Independentemente do tipo de alargamento colisional que estiver ocorrendo, este fenômeno dará origem a um perfil lorentziano. A **figura 3.1** faz uma comparação esquemática entre o mesmo e um perfil gaussiano.

As linhas espectrais podem sofrer, ainda, outros tipos de alargamento (causados, por exemplo, pela rotação estelar, por movimentos turbulentos ou pelo efeito Zeeman). No entanto, as suas contribuições para os perfis das linhas não são muito importantes nas fotosferas que estudaremos. Logo, não faremos uma discussão sobre estes outros alargamentos aqui.



**Figura 3.1:** Os perfis gaussiano (linha pontilhada) e lorentziano (linha sólida). O primeiro é característico do alargamento Doppler térmico e domina o perfil da linha nas regiões próximas ao comprimento de onda central  $\lambda_0$ . O último é característico do alargamento colisional e domina o perfil da linha nas regiões mais afastadas do comprimento de onda central  $\lambda_0$  (ou seja, nas asas da linha). A grandeza  $F_\lambda/F_c$  é o fluxo normalizado. Adaptada da página 299 de *An Introduction to Modern Astrophysics*, Carroll, B., W., Ostlie, D., A., Addison-Wesley Publishing Company, Inc., 1996.

Em última análise, portanto, o perfil real das linhas espectrais será o resultado da convolução entre três perfis: natural, gaussiano e lorentziano. Como já foi dito na **seção 2.2.4**, não temos a intenção de detalhar esta operação matemática. Faremos uso de resultados obtidos a partir da mesma sem, no entanto, demonstrá-los. Sabe-se que a convolução entre uma gaussiana e uma lorentziana gera o chamado perfil de Voigt (ver **figura 3.2**). Este, por sua vez, é muito mais largo do que o perfil natural. Portanto, vemos (conforme discussão feita **seção 2.2.3**) que o perfil real da linha será dado pelo perfil de Voigt. Mas, ao obtermos o espectro de uma estrela, o perfil real da linha estará sofrendo a ação do perfil instrumental, o qual é muito mais largo do que o primeiro e pode ser aproximado por uma gaussiana. Logo, as linhas de intensidade fraca e moderada (nas quais não observamos as contribuições da lorentziana nas asas) possuirão um perfil essencialmente gaussiano.

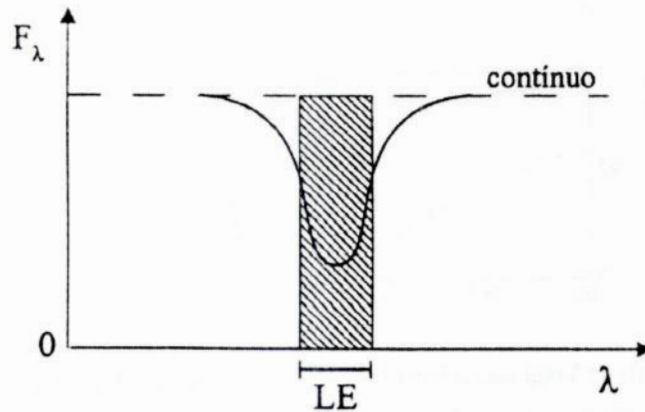


**Figura 3.2:** Perfis de Voigt para a linha K do Ca II (3933,663Å). O perfil mais raso é produzido por uma densidade numérica  $N_a = 3,4 \times 10^{11}$  íons/cm<sup>2</sup>. O perfil seguinte é produzido por um valor de densidade numérica 10 vezes maior do que este e assim por diante. *Adaptada da página 300 de An Introduction to Modern Astrophysics, Carroll, B., W., Ostlie, D., A., Addison-Wesley Publishing Company, Inc., 1996.*

### 3.1.2 – Seleção das Linhas

A área de uma linha espectral representa o fluxo, em um determinado intervalo de comprimentos de onda, que foi retirado do feixe de radiação durante a sua passagem pela fotosfera estelar em questão. De acordo com a discussão feita na **seção 3.1.1**, esta área deve depender, direta ou indiretamente, dos parâmetros físicos que caracterizam a atmosfera da estrela. Podemos, portanto, utilizar as linhas espectrais para determinar diversas grandezas de interesse, como, por exemplo, a metalicidade, a temperatura efetiva, a gravidade superficial e velocidade de microturbulência ( $\xi$ ). As três primeiras foram definidas, respectivamente, nas **páginas 5, 6 e 9**. A velocidade de microturbulência, por sua vez, é um parâmetro que deve ser usado em conjunto com as velocidades térmicas das partículas para que os modelos teóricos sejam capazes de reproduzir o alargamento Doppler térmico observado nas linhas espectrais. A obtenção dos parâmetros atmosféricos será apresentada na **seção 3.2**. Por hora, explicaremos apenas como obtivemos o fluxo retirado pelas linhas espectrais.

A determinação da área de uma linha é feita, em geral, através da medida de sua largura equivalente (denotada por LE ou W). Esta grandeza pode ser definida, qualitativamente, como a largura de um retângulo cuja área é igual à área da linha e cuja altura é igual ao fluxo na região do contínuo (ver **figura 3.3**).



**Figura 3.3:** Definição de largura equivalente (LE). A região escura corresponde ao retângulo descrito no texto. A linha pontilhada corresponde ao valor do fluxo na região do contínuo.

Matematicamente, a largura equivalente é dada por:

$$W = \frac{\text{Área da linha}}{F_c} = \frac{1}{F_c} \int (F_c - F_\lambda) d\lambda = \int \frac{(F_c - F_\lambda)}{F_c} d\lambda \quad (3.1)$$

Os valores do fluxo no contínuo e em um determinado comprimento de onda são representados, respectivamente, por  $F_c$  e  $F_\lambda$ . A integral é feita somente sobre o intervalo espectral no qual se encontra a linha em questão.

Como todos os nossos espectros foram normalizados (conforme **seção 2.2.6**), temos que  $F_c = 1$ . Logo, a **equação (3.1)** pode ser reescrita da seguinte forma:

$$W = \int (1 - F_\lambda) d\lambda \quad (3.2)$$

A normalização não é um procedimento que deva ser obrigatoriamente realizado. No entanto, ela elimina a arbitrariedade e a subjetividade inerentes à determinação de  $F_c$ , tornando as medidas de larguras equivalentes mais rápidas e precisas e menos sujeitas a erros sistemáticos. Além disso, este procedimento facilita a comparação dos nossos valores de  $W$  com os de outros autores.

Agora que tínhamos o mecanismo necessário para determinar os parâmetros atmosféricos das nossas candidatas, deveríamos garantir que os mesmos fossem de boa qualidade. Para isso, decidimos fazer uma seleção criteriosa das linhas que teriam as suas larguras equivalentes medidas.

Utilizando o Atlas de Fluxo Solar (Kurucz et al. 1984) e o Catálogo do Espectro Solar (Moore et al. 1966), selecionamos todas as linhas do Fe I presentes no intervalo espectral correspondente à região  $\lambda 6768$ . Eliminamos, então, aquelas que estavam sobrepostas a linhas vizinhas ou apresentavam contaminações significativas por linhas telúricas. Em seguida, excluimos as linhas muito fracas (pois suas larguras equivalentes são muito afetadas por incertezas na determinação do contínuo) e muito intensas (pois o perfil destas linhas começa a se afastar consideravelmente do perfil gaussiano). De acordo com a qualidade dos nossos espectros, as primeiras devem apresentar  $W \leq 5,0$  mÅ. As últimas, por sua vez, possuem  $W \geq 110$  mÅ, nos estágios ZAMS, SG e P, e  $W \geq 150$  mÅ, nos estágios PG e G. Estes dois últimos valores foram estabelecidos em trabalhos anteriores do nosso grupo.

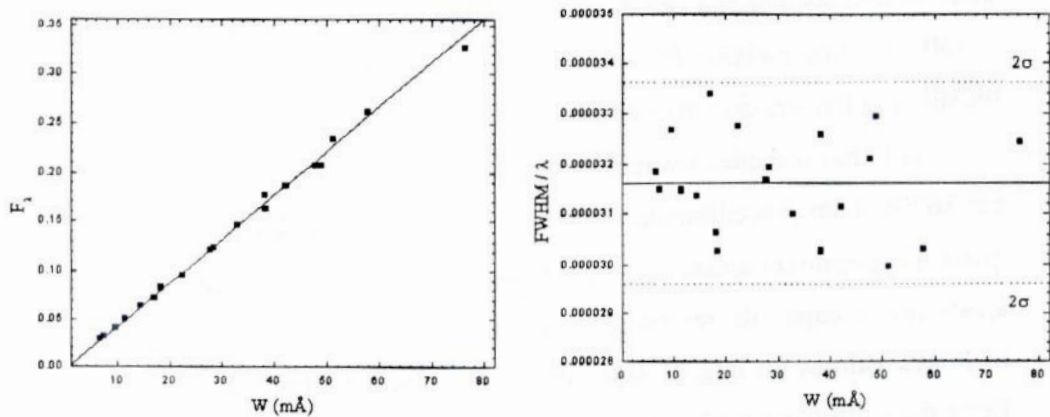
As linhas restantes tiveram suas larguras equivalentes medidas no espectro da Lua em  $\lambda 6768$ . Este procedimento foi feito através de comandos dentro da tarefa *splot*, os quais nos permitem ajustar um perfil gaussiano a uma determinada linha espectral. O ajuste que é capaz de reproduzir o perfil observado da linha nos fornece, então, os melhores valores de largura equivalente, FWHM e profundidade ( $F_\lambda$ ) para a mesma. Estas duas últimas grandezas também podem nos dizer se uma linha é capaz de gerar bons resultados. Para as linhas de intensidade fraca ou moderada, a largura equivalente depende linearmente do número de absorvedores presentes na fotosfera estelar (que chamaremos de  $N$ ). Além disso, o alargamento Doppler térmico é o principal responsável pelo alargamento das mesmas. Como ele não depende de  $N$ , vemos que FWHM deve permanecer constante para diferentes valores de  $W$ . Portanto, um aumento de  $N$  fará com que  $W$  cresça, sem que o valor de FWHM seja alterado. Este fato só será possível se  $F_\lambda$  aumentar na mesma proporção que  $W$ , o que de fato é observado. Devemos lembrar que estas propriedades são válidas somente para as linhas de intensidade fraca ou moderada.

De acordo com a discussão anterior, gráficos do tipo  $F_\lambda$  versus  $W$  e  $\text{FWHM}/\lambda$  versus  $W$  seriam bastante úteis para determinarmos se uma linha apresenta o comportamento esperado e pode, de fato, ser usada na obtenção dos parâmetros atmosféricos<sup>11</sup>. Desta forma, construímos os mesmos com os valores medidos no espectro da Lua em  $\lambda 6768$ . No gráfico  $\text{FWHM}/\lambda$  versus  $W$ , estabelecemos o valor

---

<sup>11</sup> Utilizamos a grandeza  $\text{FWHM}/\lambda$  (ao invés de FWHM) para evitar eventuais variações de FWHM com o comprimento de onda  $\lambda$ , o que é comum nos espectrógrafos cujo poder de resolução é fixo.

médio e o desvio padrão para o primeiro parâmetro. Eliminamos, então, todas as linhas que apresentavam  $FWHM/\lambda < (FWHM/\lambda)_{\text{médio}} - 2\sigma$  ou  $FWHM/\lambda > (FWHM/\lambda)_{\text{médio}} + 2\sigma$ . Em seguida, refizemos os cálculos do valor médio e do desvio padrão e excluimos todas as linhas que se encontravam fora do novo intervalo  $2\sigma$ . Estes procedimentos foram repetidos até que houvesse uma convergência. A **figura 3.4** mostra os gráficos obtidos ao fim do processo iterativo. É importante ressaltar que alguns testes nos mostraram que a eliminação de linhas ruins através do gráfico  $F_{\lambda}$  versus  $W$  não é tão eficiente quanto o procedimento descrito acima.



**Figura 3.4:** Gráficos  $F_{\lambda}$  versus  $W$  (esquerda) e  $FWHM/\lambda$  versus  $W$  (direita) obtidos ao final do processo iterativo. Os quadrados representam as linhas medidas no espectro da Lua em  $\lambda 6768$ . As linhas sólidas representam a bissetriz, no gráfico à esquerda, e o valor médio, no gráfico à direita. As linhas tracejadas representam (no gráfico da direita) os limites  $2\sigma$ .

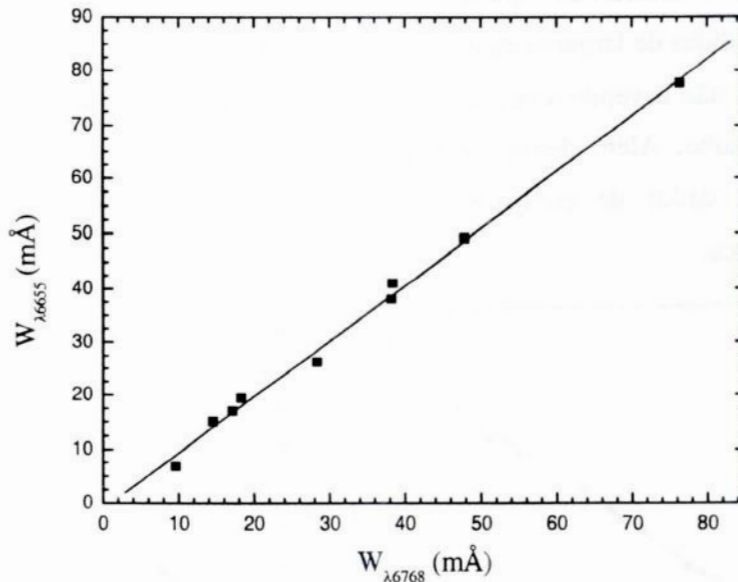
Os procedimentos descritos anteriormente geraram uma lista com 20 linhas do Fe I (contidas na região  $\lambda 6768$ ) que se encaixavam nas nossas exigências e apresentavam um comportamento típico de linhas de intensidade fraca ou moderada. Como a qualidade do espectro da Lua é superior à dos espectros estelares, decidimos que somente estas 20 linhas teriam suas larguras equivalentes medidas nos espectros em  $\lambda 6768$ .

Procedimentos análogos nos forneceram uma lista de 25 linhas do Fe I, para a região  $\lambda 6655$ , e uma de apenas 8 linhas, para a região  $\lambda 6563$ . Nesta última lista, havia 6 linhas do Fe I e 2 do Ni I. Devemos comentar que o Ni é um elemento químico com origem nucleossintética semelhante a do Fe e, por isso, pode ser usado na determinação de  $[Fe/H]$  (na ausência de um número satisfatório de linhas de Fe I). As três listas obtidas são apresentadas no **apêndice C**.

A comparação entre as larguras equivalentes das linhas comuns aos espectros da Lua nas regiões  $\lambda 6768$  e  $\lambda 6655$  revelou um ótimo acordo entre os valores obtidos (ver **figura 3.5**). Uma regressão linear nos forneceu a seguinte relação ( $N$  é o número de linhas usadas):

$$W_{\lambda 6655} = -(1,10 \pm 1,03) + (1,04 \pm 0,03)W_{\lambda 6768} \quad N = 9 \quad (3.3)$$

A **equação (3.3)** nos mostra que o coeficiente linear não tem significância estatística e que, dentro de um erro de  $2\sigma$ , o coeficiente angular é igual a 1. Concluimos, portanto, que as larguras equivalentes medidas nas duas regiões eram idênticas e que a mistura das mesmas não comprometeria a homogeneidade dos nossos resultados (este mesmo resultado já havia sido obtido na **seção 2.2.4**).



**Figura 3.5:** Comparação entre as larguras equivalentes medidas nos espectros da Lua em  $\lambda 6768$  e  $\lambda 6655$ . A reta representa o melhor ajuste linear obtido (**equação 3.3**).

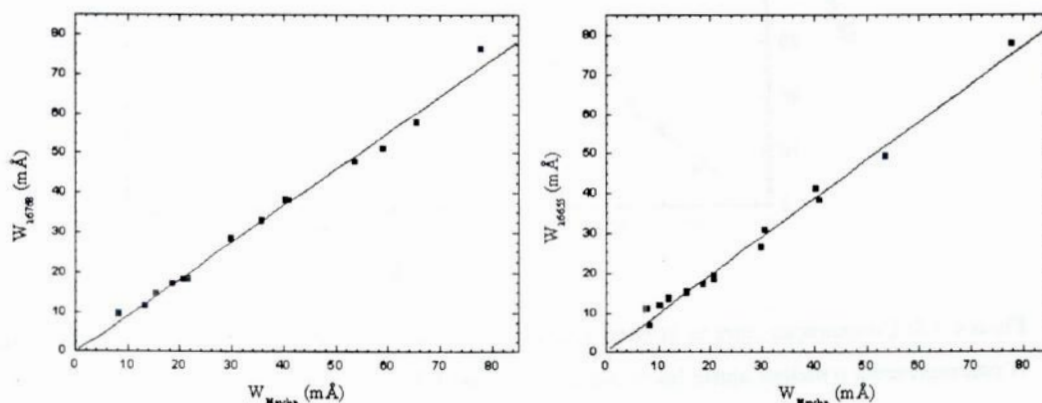
Outro teste importante que pode ser feito para verificar a qualidade das nossas larguras equivalentes é a comparação das mesmas com aquelas apresentadas por Meylan et al. (1993). Neste trabalho, os valores de  $W$  foram medidos através do ajuste de perfis de Voigt a diversas das linhas que são mostradas pelo Atlas de Fluxo Solar (Kurucz et al. 1984). Como o mesmo contém um espectro do Sol de excelente qualidade ( $R > 500.000$  e  $S/R \sim 3.000$ ), vemos que as larguras equivalentes de Meylan et al. (1993) devem possuir valores muito próximos dos reais. Logo, decidimos compará-las

com as nossas medidas de  $W$  para nos certificarmos de que há um bom acordo entre as mesmas. Construímos, então, os gráficos  $W_{\lambda 6768}$  versus  $W_{Meylan}$  e  $W_{\lambda 6655}$  versus  $W_{Meylan}$  (ver **figura 3.6**). Regressões lineares independentes nos forneceram os seguintes resultados:

$$W_{\lambda 6768} = -(0,27 \pm 1,09) + (0,93 \pm 0,03)W_{Meylan} \quad N = 14 \quad (3.4)$$

$$W_{\lambda 6655} = -(0,19 \pm 1,00) + (0,96 \pm 0,03)W_{Meylan} \quad N = 14 \quad (3.5)$$

As **equações (3.4) e (3.5)** nos mostram que os coeficientes lineares não têm significância estatística e que, dentro de um erro de  $2\sigma$ , os coeficientes angulares são iguais a 1. Formalmente, a segunda afirmação não é válida para a **relação (3.4)**. No entanto, o limite  $2\sigma$  do coeficiente angular está tão próximo da unidade que, para todos os efeitos, consideraremos que esta grandeza é igual a 1. Concluímos, portanto, que as nossas medidas de larguras equivalentes estão em perfeito acordo com as de Meylan et al. (1993), não havendo a necessidade de convertermos os nossos valores para a escala deste trabalho. Além disso, estes resultados nos dão a certeza de que possuímos excelentes dados de comparação para a análise espectroscópica diferencial que realizaremos.



**Figura 3.6:** Comparação entre as larguras equivalentes de Meylan et al. (1993) e as que foram medidas nos espectros da Lua em  $\lambda 6768$  (esquerda) e  $\lambda 6655$  (direita). As retas representam os melhores ajustes lineares obtidos (**equação 3.4**, para  $\lambda 6768$ , e **equação 3.5**, para  $\lambda 6655$ ).

Por fim, devemos comentar que, das linhas selecionadas em  $\lambda 6563$ , duas também apareciam em  $\lambda 6655$ , somente uma estava na lista de Meylan et al. (1993) e nenhuma podia ser encontrada em  $\lambda 6768$ . Desta forma, fica claro que não foi possível realizar as comparações mostradas acima para a região  $\lambda 6563$ . Apesar disso, a qualidade dos



espectros (discutida nas **seções 2.2.4 e 2.2.5**) e o pequeno número de linhas nesta região revelam que as análises espectroscópicas de HD 69809 e HD 215028 não produzirão resultados tão precisos quanto os das demais candidatas.

### 3.1.3 – Medidas das Larguras Equivalentes

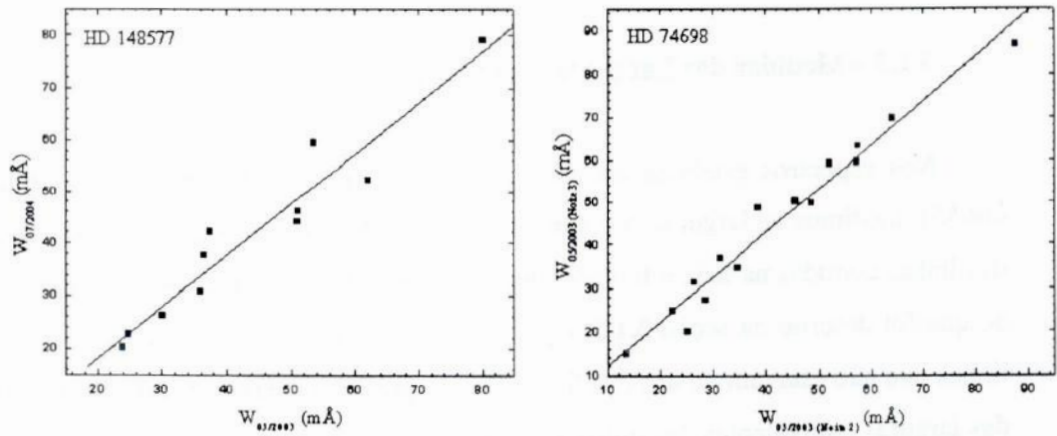
Nos espectros estelares obtidos em uma determinada região ( $\lambda 6563$ ,  $\lambda 6768$  ou  $\lambda 6655$ ), medimos as larguras equivalentes (através de comandos dentro da tarefa *splot*) das linhas contidas na lista referente à mesma. Utilizando um processo iterativo análogo ao que foi descrito na **seção 3.1.2**, eliminamos (de cada conjunto de medidas) todas as linhas que não estavam dentro dos limites  $2\sigma$  no gráfico  $FWHM/\lambda$  versus  $W$ . Os valores das larguras equivalentes das linhas restantes, no caso de cada estrela, são apresentados no **apêndice C**. Para efeito de comparação, também são mostrados os valores de  $W$  para as linhas nos espectros da Lua.

As candidatas HD 69809 e HD 215028 não possuíam (como foi dito na **seção 2.1.2**) espectros nas regiões  $\lambda 6768$  e  $\lambda 6655$ . Portanto, fomos obrigados a fazer as medidas de larguras equivalentes nos espectros obtidos para estas estrelas em  $\lambda 6563$ . De acordo com Curcio et al. (1964), esta região espectral apresenta um grande número de linhas telúricas, o que pode afetar diretamente os valores de  $W$ . Desta forma, usamos este trabalho e o Atlas de Fluxo Solar (Kurucz et al. 1984) para identificar eventuais contaminações telúricas nas linhas de nossa lista e garantir que não as levaríamos em conta nas medidas das larguras equivalentes. Este mesmo cuidado foi tomado para as primeiras linhas espectrais da região  $\lambda 6655$ , visto que os efeitos das linhas telúricas só são desprezíveis a partir de  $6645\text{\AA}$  (Curcio et al. 1964). Como a influência das mesmas permanece pequena até  $6860\text{\AA}$  (Curcio et al. 1964), não foi necessário fazer os procedimentos anteriores para os espectros em  $\lambda 6768$ .

As estrelas HD 61033, HD 74698, HD 148577 e HD 196050, por outro lado, apresentam duas observações distintas na região  $\lambda 6768$ . Como os espectros da segunda e da terceira apresentavam  $S/R < (S/R)_{\text{médio}} = 150$  (conforme **tabela 2.1**), decidimos utilizá-los para fazer uma estimativa do erro máximo cometido nas medidas de larguras equivalentes.

No caso de HD 148577, 11 linhas tiveram suas larguras equivalentes determinadas (de forma independente) nos dois espectros desta estrela. No caso de HD 74698, 15 linhas tiveram suas larguras equivalentes determinadas (de forma independente) nos

dois espectros desta estrela. Construimos, entao, graficos relacionando os dois conjuntos de valores de W obtidos para cada estrela (ver **figura 3.7**).



**Figura 3.7:** Relação entre as medidas de larguras equivalentes feitas nos dois espectros de HD 148577 (esquerda) e de HD 74698 (direita). As linhas sólidas representam os melhores ajustes lineares obtidos (**equação 3.6**, para HD 148577, e **equação 3.7**, para HD 74698).

Regressões lineares independentes nos forneceram as seguintes relações:

$$W_{07/2004} = -(1,43 \pm 4,38) + (0,98 \pm 0,09)W_{05/2003} \quad N = 11 \quad (3.6)$$

$$W_{05/2003 \text{ (Noite 3)}} = +(1,68 \pm 2,56) + (1,03 \pm 0,06)W_{05/2003 \text{ (Noite 2)}} \quad N = 15 \quad (3.7)$$

A **equações (3.6) e (3.7)** nos mostram que os coeficientes lineares não têm significância estatística e que, dentro de um erro de  $2\sigma$ , os coeficientes angulares são iguais a 1. Estes resultados revelam que os nossos dados possuem uma elevada consistência interna (principalmente, se lembrarmos que os valores de S/R dos espectros usados estão abaixo do valor médio).

Os valores das dispersões nas **relações (3.6) e (3.7)** são, respectivamente,  $\sigma(\text{HD } 148577) = 5,0 \text{ m\AA}$  e  $\sigma(\text{HD } 74698) = 4,0 \text{ m\AA}$ . Como as medidas de larguras equivalentes são independentes, devemos ter que:

$$\sigma_{total}^2 = \sigma_{W_1}^2 + \sigma_{W_2}^2 \quad (3.8)$$

Devido à alta consistência interna dos nossos dados, esperamos que  $\sigma_{w_1} = \sigma_{w_2}$ . Portanto, os erros nas medidas individuais de larguras equivalentes podem ser obtidos através da seguinte relação:

$$\sigma_{total}^2 \cong 2\sigma_w^2 \Rightarrow \sigma_w \cong \left( \frac{\sigma_{total}^2}{2} \right)^{1/2} \quad (3.9)$$

No caso de HD 148577, utilizamos a **equação (3.9)**, com  $\sigma_{total} = 5,0 \text{ m\AA}$ , e obtivemos  $\sigma_w = 3,5 \text{ m\AA}$ . No caso de HD 74698, utilizamos a **equação (3.9)**, com  $\sigma_{total} = 4,0 \text{ m\AA}$ , e obtivemos  $\sigma_w = 2,8 \text{ m\AA}$ . Como queríamos estimar o erro máximo nas medidas de larguras equivalentes, adotamos o valor fornecido pela análise de HD 148577. Esta incerteza também foi usada para os valores de W obtidos a partir dos espectros em  $\lambda 6655$  e  $\lambda 6563$ . Esta consideração é razoável para a primeira região, visto que as larguras equivalentes da mesma são idênticas às de  $\lambda 6768$  (**equação 3.3 e figura 3.5**). Os espectros em  $\lambda 6563$ , por outro lado, possuem uma qualidade inferior e, portanto, a incerteza das larguras equivalentes medidas nos mesmos está sendo, provavelmente, subestimada.

Com o objetivo de garantir a obtenção de parâmetros atmosféricos de alta qualidade, decidimos descartar as linhas que possuíam  $W < 2\sigma_w = 7,0 \text{ m\AA}$  no espectro da Lua. Desta forma, as linhas localizadas em  $6704,500\text{\AA}$  e  $6753,470\text{\AA}$  foram retiradas da nossa análise (apesar de as suas larguras equivalentes terem sido medidas), deixando as listas de  $\lambda 6768$  e  $\lambda 6655$ , respectivamente, com 18 e 24 linhas do Fe I.

### 3.2 – Parâmetros Atmosféricos

A análise espectroscópica apresentada nas próximas seções é diferencial em relação ao Sol, ou seja, os parâmetros atmosféricos das nossas candidatas foram determinados considerando-se o Sol como objeto de referência (através do espectro da Lua). Esta técnica é extremamente vantajosa, visto que ela corrige erros sistemáticos que possam ter ocorrido durante a observação ou ao longo do processo de redução.

### 3.2.1 – Os Modelos Atmosféricos

O modelo atmosférico é um modelo físico que descreve a variação de certos parâmetros (por exemplo, temperatura e pressão do gás) com a profundidade óptica<sup>12</sup> nas camadas mais externas da fotosfera estelar. Para a análise dos estágios ZAMS, SG e P, adotamos os modelos de atmosferas estelares de Edvardsson et al. (1993), os quais são válidos nos intervalos  $5250\text{K} \leq T_{\text{ef}} \leq 6000\text{K}$ ,  $2,5 \leq \log g \leq 5,0$  e  $-2,3 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq 0,3$ . Para a análise dos estágios PG e G, adotamos os modelos de atmosferas estelares de Gustafsson et al. (1975), os quais são válidos nos intervalos  $3750\text{K} \leq T_{\text{ef}} \leq 6000\text{K}$ ,  $0,75 \leq \log g \leq 3,0$  e  $-3,0 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq 0,0$ . Ambos os conjuntos de modelos atmosféricos baseiam-se na aproximação plano-paralela<sup>13</sup> com Equilíbrio Termodinâmico Local (ETL) e equilíbrio radiativo (expresso pela conservação do fluxo total de energia que atravessa a fotosfera).

Os modelos atmosféricos aqui utilizados foram calculados através de um programa cedido pela Dra. Monique Spite (Observatório de Meudon, Paris). Este programa interpola as leis  $T(\tau)$  tabeladas por Edvardsson et al. (1993) ou Gustafsson et al. (1975) e gera um modelo para a atmosfera de uma estrela cujos parâmetros atmosféricos são conhecidos. Como selecionamos estrelas com composição química similar à do Sol, utilizamos, em todos os cálculos de modelos (feitos ao longo das seções 3.2.2 e 3.2.3), o valor solar para a razão entre o número de átomos de He e H, ou seja,  $N_{\text{He}}/N_{\text{H}} = 0,10$  (Grevesse & Noels 1993).

### 3.2.2 – Cálculo dos Valores de $gf$ para o Sol

O peso estatístico  $g$  é a degenerescência de um determinado nível de energia, ou seja, ele corresponde ao número de subestados quânticos que são caracterizados por este valor de energia. A força de oscilador  $f$  é a probabilidade de que uma determinada transição entre dois níveis de energia ocorra. Estas duas grandezas são propriedades

---

<sup>12</sup> A profundidade óptica  $\tau_{\lambda}$  é uma grandeza adimensional que determina a fração da intensidade (energia por unidade de tempo, área, ângulo sólido e frequência) irradiada por uma determinada camada atmosférica, no comprimento de onda  $\lambda$ , que consegue atingir a superfície da estrela sem, antes, ser absorvida.

<sup>13</sup> Esta aproximação considera que a espessura da fotosfera é muito pequena quando comparada com o raio da estrela, o que só deixa de ser válido para as supergigantes.

intrínsecas dos átomos e influenciam diretamente a formação das linhas espectrais na fotosfera da estrela, sendo necessárias, portanto, para a determinação correta dos parâmetros atmosféricos.

Para uma determinada linha do Fe I de intensidade fraca ou moderada, a sua metalicidade, a sua largura equivalente e o valor de  $gf$  para a mesma estão relacionados da seguinte forma:

$$\log W \propto [Fe/H] + \log(gf) \quad (3.10)$$

A demonstração desta relação necessitaria de uma discussão mais extensa sobre a formação de linhas e, por este motivo, não será apresentada aqui. Por definição, a metalicidade do Sol é  $[Fe/H]_{\odot} = 0,00$  (como já foi dito na **seção 1.1**). Como a constante de proporcionalidade da **equação (3.10)** é conhecida e possuíamos as medidas de  $W$  feitas nos espectros da Lua, poderíamos determinar os valores solares de  $\log(gf)$  para todas as linhas espectrais que analisaremos.

Usando os modelos atmosféricos de Edvardsson et al. (1993), as larguras equivalentes medidas no espectro da Lua em  $\lambda 6563$  e as abundâncias solares absolutas de Asplund et al. (2004), calculamos os valores solares de  $\log(gf)$  para as linhas contidas na lista referente a esta região espectral. Para as regiões  $\lambda 6768$  e  $\lambda 6655$ , o procedimento foi um pouco diferente. Primeiramente, juntamos as listas de linhas do Fe I referentes a estas duas regiões espectrais. Para as linhas que apresentavam dois valores de larguras equivalentes, fizemos a média aritmética entre os mesmos. Em seguida, utilizamos estas medidas de  $W$  e as abundâncias solares absolutas de Asplund et al. (2004) para obter dois conjuntos de valores de  $\log(gf)$  para o Sol: o primeiro foi calculado com os modelos atmosféricos de Edvardsson et al. (1993) e serviria para a análise dos estágios ZAMS, SG e P; o segundo foi calculado com os modelos atmosféricos de Gustafsson et al. (1975) e serviria para a análise dos estágios PG e G. Os valores solares de  $\log(gf)$  são mostrados, juntamente com as medidas de larguras equivalentes, no **apêndice C**. É importante lembrar que, em todos estes cálculos, foi necessário utilizar os parâmetros atmosféricos do Sol. Os valores adotados foram:  $T_{\text{ef}} = 5780$  K,  $\log g = 4,44$  (Allen 1973) e  $\xi = +1,30$  km/s.

### 3.2.3 – Determinação dos Parâmetros Atmosféricos

O programa GETSTAR, derivado pelo nosso grupo em trabalhos anteriores, nos permite determinar, de forma iterativa, os valores de metalicidade, temperatura efetiva fotométrica, gravidade superficial e microturbulência de uma determinada estrela. Como dados de entrada, devemos fornecer os índices de cor da mesma, as larguras equivalentes medidas no seu espectro, parâmetros atmosféricos iniciais e os valores de  $\log(gf)$  das linhas espectrais consideradas. As larguras equivalentes das linhas nos espectros estelares e os valores solares de  $\log(gf)$  foram determinados, respectivamente, nas seções 3.1.3 e 3.2.2. Os parâmetros atmosféricos iniciais adotados para as candidatas de um determinado estágio evolutivo serão aqueles que caracterizam o Sol neste mesmo estágio (conforme tabela 1.1). Por fim, os índices de cor de cada estrela são mostrados na tabela 3.1. Como nem todas as candidatas P, PG e G possuíam o índice  $(b - y)$ , optamos por não utilizá-lo na análise destes estágios evolutivos.

Os índices de cor aqui utilizados são, em geral, afetados por efeitos de avermelhamento. Este fenômeno (conforme discussão feita na seção 1.1.3) faz com que os valores de  $(B - V)$ ,  $(B_T - V_T)$  e  $(b - y)$  sejam maiores do que aqueles que seriam medidos caso não houvesse extinção interestelar. A intensidade deste efeito depende fortemente da distância entre a estrela considerada e o Sol, deixando de ser desprezível a partir de valores da ordem de 50 pc. Analisando as paralaxes da tabela 1.4 e lembrando que  $d(\text{pc}) = 1/\pi(\text{''})$ , vemos que os índices de cor de quase todas as candidatas P, PG e G (as exceções são HD 22918 e HD 23249) devem estar afetados pelo avermelhamento. Seguindo o procedimento descrito por Arenou et al. (1992), calculamos a extinção interestelar monocromática na banda V ( $A_V$ ) para cada estrela, a partir de suas coordenadas galácticas e de sua distância ao Sol. Obtivemos, então, os valores intrínsecos de  $(B - V)$  através da seguinte fórmula:

$$(B - V)_0 = (B - V)_{obs} - E(B - V), \text{ onde } E(B - V) = \frac{A_V}{3,6} \quad (3.11)$$

**Tabela 3.1:** Fotometria das estrelas de nossa amostra. Os índices  $(B - V)_{\text{obs}}$  e  $(B_T - V_T)_{\text{obs}}$  foram retirados dos catálogos INCA e Tycho do satélite Hipparcos (ESA 1997). Os índices  $(b - y)$  foram obtidos dos catálogos F (Olsen 1983) e G (Olsen 1993, 1994a, 1994b). Os valores de  $A_v$  e  $E(B - V)$  foram calculados de acordo com o procedimento descrito no texto. Os valores de  $(B - V)_0$  e  $(B_T - V_T)_0$  são os índices de cor intrínsecos das estrelas. No caso das candidatas ZAMS e SG, além de HD 22918 e HD 23249, os índices de cor observados são aproximadamente iguais aos intrínsecos (conforme explicado no texto).

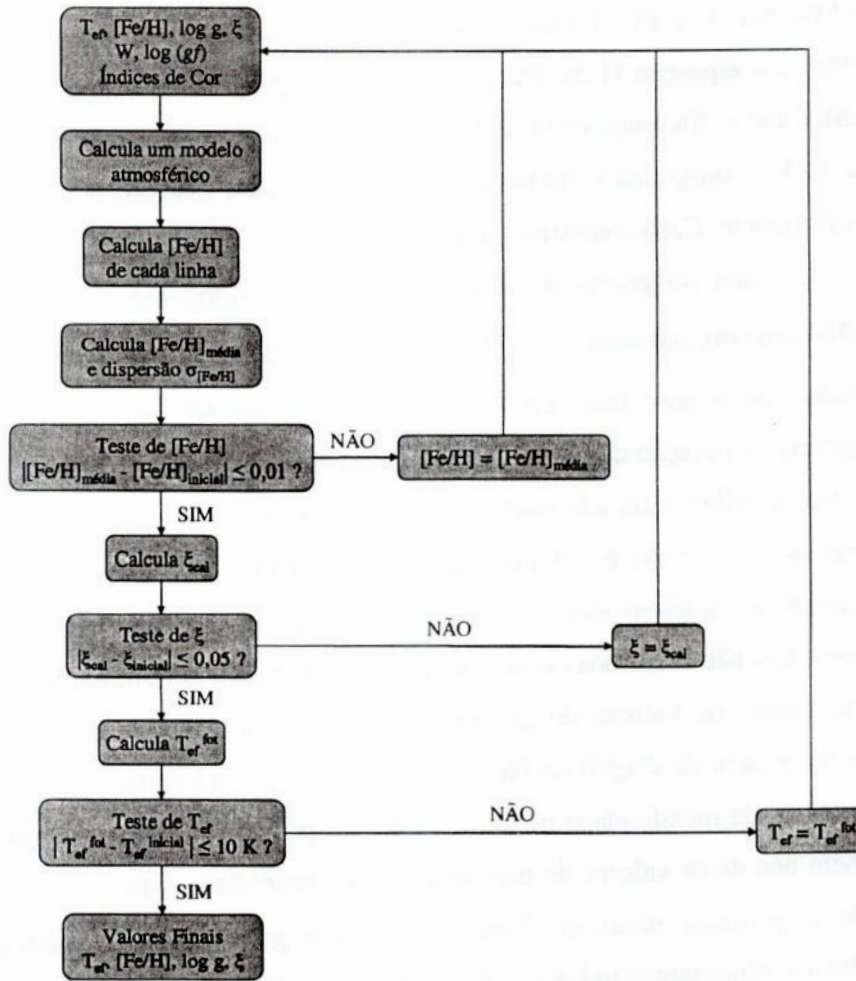
HD	Estágio	$(B-V)_{\text{obs}}$	$(B_T - V_T)_{\text{obs}}$	$(b-y)_{\text{obs}}$	$A_v$	$E(B-V)$	$(B-V)_0$	$(B_T - V_T)_0$
834	PG	0,945	1,100	-	0,099	0,028	0,917	1,072
11613	G	1,262	1,504	-	0,106	0,029	1,233	1,475
13531	ZAMS	0,700	0,798	0,438	-	-	-	-
15942	SG	0,666	0,751	0,419	-	-	-	-
16695	PG	0,955	1,108	-	0,073	0,020	0,935	1,088
16802	G	1,264	1,503	-	0,044	0,012	1,252	1,491
19308	SG	0,672	0,723	0,423	-	-	-	-
21411	ZAMS	0,716	0,825	0,443	-	-	-	-
22918	PG	0,954	1,113	-	-	-	-	-
23249	PG	0,915	1,077	-	-	-	-	-
24040	SG	0,653	0,754	0,421	-	-	-	-
25918	ZAMS	0,725	0,822	0,440	-	-	-	-
34616	PG	0,930	1,079	-	0,059	0,016	0,914	1,063
55720	ZAMS	0,705	0,798	0,437	-	-	-	-
61033	ZAMS	0,724	0,840	0,450	-	-	-	-
64114	ZAMS	0,721	0,795	0,438	-	-	-	-
69809	SG	0,674	0,752	0,423	-	-	-	-
71071	PG	0,952	1,104	-	0,095	0,026	0,926	1,078
74698	SG	0,665	0,744	0,418	-	-	-	-
88399	G	1,239	1,484	-	0,053	0,015	1,224	1,469
111398	SG	0,660	0,724	0,425	-	-	-	-
114260	ZAMS	0,718	0,834	0,452	-	-	-	-
138685	G	1,260	1,487	-	0,053	0,015	1,245	1,472
148577	SG	0,664	0,739	0,416	-	-	-	-
150050	G	1,274	1,515	-	0,583	0,162	1,112	1,353
151202	PG	0,987	1,149	-	0,057	0,016	0,971	1,133
164712	G	1,253	1,489	-	0,138	0,038	1,215	1,451
175425	SG	0,669	0,760	0,421	-	-	-	-
182619	ZAMS	0,718	0,813	0,439	-	-	-	-
191053	P	0,843	0,975	-	0,113	0,031	0,944	0,812

HD	Estágio	(B-V) <sub>obs</sub>	(B <sub>T</sub> -V <sub>T</sub> ) <sub>obs</sub>	(b-y) <sub>obs</sub>	A <sub>v</sub>	E(B-V)	(B-V) <sub>0</sub>	(B <sub>T</sub> -V <sub>T</sub> ) <sub>0</sub>
196050	SG	0,667	0,734	0,411	-	-	-	-
197210	ZAMS	0,711	0,803	0,442	-	-	-	-
210681	PG	0,913	1,069	-	0,094	0,026	0,887	1,043
213575	SG	0,668	0,738	0,418	-	-	-	-
215028	SG	0,679	0,742	0,414	-	-	-	-
223774	G	1,252	1,499	-	0,100	0,028	1,224	1,471
146233	-	0,652	0,736	0,408	-	-	-	-
113226	-	0,934	1,086	-	-	-	-	-

A grandeza  $E(B - V)$  representa o excesso de cor no índice  $(B - V)$ . Arenou et al. (1992) não apresentam procedimentos para o cálculo das correções nos valores de  $(B_T - V_T)$  e  $(b - y)$ . Como já foi dito, o último será usado somente para as candidatas ZAMS e SG, as quais não são afetadas pelo avermelhamento. Portanto, a correção dos valores de  $(b - y)$  é desnecessária. O índice  $(B_T - V_T)$ , por outro lado, precisa ser corrigido, pois o mesmo será utilizado em cálculos que envolvem as candidatas P, PG e G. O problema da inexistência de uma correção própria para este índice foi contornado ao lembrarmos que o mesmo apresenta diversas semelhanças com  $(B - V)$ . Desta forma, decidimos calcular os valores reais de  $(B_T - V_T)$  através de uma relação análoga à **equação (3.11)**. Os valores do excesso de cor foram os mesmos, no caso de cada estrela, que foram utilizados para a determinação de  $(B - V)_0$ . Os resultados das correções descritas anteriormente podem ser vistos na **tabela 3.1**. Tendo em mãos todas as grandezas necessárias para a utilização do programa GETSTAR, seguimos para o cálculo dos parâmetros atmosféricos das estrelas de nossa amostra. Sugerimos que o leitor acompanhe a discussão subsequente com o auxílio da **figura 3.8**.

Inicialmente, o programa calcula um modelo atmosférico e determina a metalicidade fornecida por cada uma das linhas espectrais. Em seguida, ele deriva a média e a dispersão destas metalicidades e obtém o valor de  $|(Fe/H)_{m\acute{e}dia} - Fe/H|_{inicial}$ . Caso esta diferença seja maior ou igual a 0,01, o programa faz  $[Fe/H]_{inicial} = [Fe/H]_{m\acute{e}dia}$  e repete os procedimentos descritos anteriormente. Este processo iterativo é repetido até que a diferença entre as metalicidades inicial e média passe a ser menor do que 0,01. Quando este fato ocorre, o programa estabelece que  $[Fe/H] = [Fe/H]_{m\acute{e}dia}$  e segue adiante.





**Figura 3.8:** Fluxograma representando o processo iterativo que é realizado pelo programa. O coeficiente angular do gráfico  $[Fe/H]$  versus  $W$  e a sua incerteza são dados, respectivamente, por  $a$  e  $\sigma_a$ .

Na etapa seguinte, uma calibração de Porto de Mello (1996), reproduzida pela **equação (3.20)**, é utilizada para a determinação da velocidade microturbulência  $\xi_{cal}$ . Caso a diferença  $|\xi_{cal} - \xi_{inicial}|$  seja maior do que 0,05, o programa faz  $\xi_{inicial} = \xi_{cal}$  e repete todos os procedimentos descritos a partir do parágrafo anterior. Este processo iterativo é repetido até que a diferença entre as microturbulências inicial e calculada passe a ser menor do que 0,05. Quando este fato ocorre, o programa estabelece que  $\xi = \xi_{cal}$  e segue adiante.

Por fim, a temperatura efetiva é calculada a partir do novo valor de metalicidade e dos índices de cor fornecidos como dados de entrada. Como a temperatura é obtida a partir da média ponderada entre os valores fornecidos por calibrações fotométricas distintas, iremos chamá-la de temperatura efetiva fotométrica ( $T_{ef}^{fot}$ ). Para os estágios

ZAMS, SG, P e PG, foram usadas, no programa, as calibrações de Porto de Mello (1996) e a **equação (1.3)**. Para o estágio G, o programa utilizou as **equações (1.7) e (1.8)**. Caso a diferença entre as temperaturas efetivas calculada e inicial seja maior do que 10 K, o programa volta para o seu início e repete todos os procedimentos descritos anteriormente. Caso contrário, o programa é encerrado.

Ao final do processo iterativo descrito anteriormente, o programa fornece os parâmetros atmosféricos ( $T_{ef}^{tot}$ , [Fe/H], log g e  $\xi$ ) da estrela analisada. É importante ressaltar que a gravidade superficial é utilizada, mas não tem seu valor alterado pelo programa. A iteração de log g seria feita através da aplicação do equilíbrio de ionização, ou seja, o valor mais adequado para a gravidade superficial seria obtido quando as linhas do Fe I e do Fe II nos fornecessem, dentro dos erros estimados, a mesma metalicidade. Infelizmente, as linhas do Fe II contidas nas regiões espectrais que observamos não eram boas o suficiente para gerar uma determinação precisa de log g. Desta forma, os valores de gravidade superficial dos nossos objetos foram obtidos somente a partir de diagramas HR teóricos, como veremos na **seção 3.4.2**.

Além da metalicidade média e do desvio padrão no valor de mesma, o programa também nos dá os valores de metalicidade determinados a partir de cada linha do Fe I usada no processo iterativo. Com o objetivo de garantir a alta qualidade dos nossos resultados, eliminamos todas as linhas que apresentavam  $[Fe/H] < [Fe/H]_{m\u00e9dio} - 2\sigma_{[Fe/H]}$  ou  $[Fe/H] > [Fe/H]_{m\u00e9dio} + 2\sigma_{[Fe/H]}$ . Em seguida, executamos o programa novamente e exclu\u00edmos todas as linhas do Fe I que se encontravam fora do novo intervalo  $2\sigma_{[Fe/H]}$ . Estes procedimentos foram repetidos at\u00e9 que houvesse uma converg\u00eancia dos resultados (ou seja, at\u00e9 que todas as linhas apresentassem  $[Fe/H]_{m\u00e9dio} - 2\sigma_{[Fe/H]} < [Fe/H] < [Fe/H]_{m\u00e9dio} + 2\sigma_{[Fe/H]}$ ).

Inicialmente, utilizamos as duas estrelas de compara\u00e7\u00e3o para o controle do nosso procedimento. Como HD 146233 (18 Sco) \u00e9 uma g\u00eamea solar, fornecemos os par\u00e2metros atmosf\u00e9ricos do Sol como dados de entrada. A gigante HD 113226 ( $\epsilon$  Vir), por sua vez, teve os seus par\u00e2metros atmosf\u00e9ricos iniciais retirados de Th\u00e9venin et al. (1999). Os outros dados relevantes foram fornecidos de acordo com a explica\u00e7\u00e3o dada no primeiro par\u00e1grafo desta se\u00e7\u00e3o. Executamos, ent\u00e3o, o programa e obtivemos os resultados mostrados na **tabela 3.2**. As metalicidades e as temperaturas efetivas fotom\u00e9tricas determinadas para HD 146233 e HD 113226 apresentam um excelente acordo, respectivamente, com os valores calculados por Porto de Mello & da Silva

(1997) e Thévenin et al. (1999). Desta forma, concluímos que os nossos dados permitem a obtenção de resultados bastante confiáveis.

**Tabela 3.2:** Parâmetros atmosféricos das estrelas de comparação. A grandeza N representa o número de linhas do Fe I que foram usadas na determinação dos valores finais da metalicidade média ([Fe/H]) e do desvio padrão ( $\sigma_{[Fe/H]}$ ). De acordo com Porto de Mello & da Silva (1997), HD 146233 apresenta  $T_{ef} = 5789$  K e  $[Fe/H] = 0,05$ . De acordo com Thévenin et al. (1999), HD 113226 apresenta  $T_{ef} = 4990$  K e  $[Fe/H] = 0,13$ .

HD	$T_{ef}^{tot}$ (K)	log g	$\xi$ (km/s)	[Fe/H]	$\sigma_{[Fe/H]}$	N
146233	5811	4,44	1,35	0,05	0,03	15
113226	5028	2,70	1,79	0,15	0,05	22

Finalmente, usamos o programa GETSTAR para obter os parâmetros atmosféricos de todas as nossas candidatas. Os resultados são apresentados na **tabela 3.3**. Vale ressaltar que somente a estrela HD 215028 apresentou um valor de  $\sigma_{[Fe/H]}$  excessivamente alto, fato este que é, provavelmente, uma consequência, do baixo número de linhas do Fe I utilizadas na determinação de seus parâmetros atmosféricos.

Como as estrelas HD 61033, HD 74698, HD 148577 e HD 196050 foram observadas na região  $\lambda 6768$  em duas ocasiões distintas, realizamos duas determinações independentes dos parâmetros atmosféricos das mesmas (ver **tabela 3.3**). Podemos, então, usá-las para verificar a consistência interna dos nossos resultados. Primeiramente, calculamos a diferença entre os dois valores de metalicidade determinados para cada candidata. Em seguida, fizemos a média entre as quatro diferenças obtidas. Repetindo este procedimento para as temperaturas efetivas fotométricas e as microturbulências, obtivemos:

$$(\Delta[Fe/H])_{m\u00e9dia} = 0,04 \quad (3.12)$$

$$(\Delta T_{ef}^{tot})_{m\u00e9dia} = 18K \quad (3.13)$$

$$(\Delta \xi)_{m\u00e9dia} = 0,03km/s \quad (3.14)$$

**Tabela 3.3:** Parâmetros atmosféricos das nossas candidatas. Novamente, a grandeza N representa o número de linhas do Fe I que foram usadas na determinação dos valores finais da metalicidade média ([Fe/H]) e do desvio padrão ( $\sigma_{[Fe/H]}$ ). As únicas exceções são os casos das estrelas HD 69809 e HD 215028. Para as mesmas, N representa o número de linhas do Fe I e do Ni I que foram utilizadas na determinação dos valores finais da metalicidade média ([Fe/H]) e do desvio padrão ( $\sigma_{[Fe/H]}$ ). Devemos lembrar que os valores de log g das candidatas em um estágio evolutivo correspondem às gravidades superficiais do Sol neste mesmo estágio (conforme **tabela 1.1**).

HD	Estágio	$T_{ef}^{tot}$ (K)	log g	$\xi$ (km/s)	[Fe/H]	$\sigma_{[Fe/H]}$	N
13531	ZAMS	5654	4,53	1,23	0,07	0,05	12
21411	ZAMS	5553	4,53	1,10	-0,09	0,05	15
25918	ZAMS	5659	4,53	1,27	0,22	0,10	11
55720	ZAMS	5574	4,53	1,10	-0,17	0,07	15
61033	ZAMS	5575	4,53	1,18	0,08	0,02	14
		5554	4,53	1,14	0,02	0,05	16
64114	ZAMS	5666	4,53	1,25	0,16	0,13	14
114260	ZAMS	5538	4,53	1,12	-0,04	0,04	17
182619	ZAMS	5617	4,53	1,16	0,05	0,07	17
197210	ZAMS	5631	4,53	1,20	0,07	0,02	11
15942	SG	5869	4,18	1,63	0,39	0,02	11
19308	SG	5793	4,18	1,50	0,14	0,04	16
24040	SG	5809	4,18	1,53	0,19	0,03	18
69809	SG	5790	4,18	1,52	0,20	0,06	5
74698	SG	5813	4,18	1,52	0,19	0,03	14
		5789	4,18	1,49	0,11	0,04	12
111398	SG	5776	4,18	1,47	0,07	0,02	13
148577	SG	5773	4,18	1,45	0,03	0,09	14
		5756	4,18	1,42	-0,02	0,05	12
175425	SG	5793	4,18	1,52	0,20	0,07	15
196050	SG	5833	4,18	1,53	0,18	0,05	14
		5841	4,18	1,54	0,21	0,04	15
213575	SG	5734	4,18	1,41	-0,07	0,04	14
215028	SG	5642	4,18	1,26	-0,36	0,31	4
191053	P	5174	3,93	1,15	-0,17	0,03	16
834	PG	5050	3,64	1,33	0,16	0,03	13
16695	PG	5025	3,64	1,33	0,20	0,05	15
22918	PG	4874	3,64	1,14	0,01	0,04	14
23249	PG	4997	3,64	1,25	0,05	0,03	16

HD	Estágio	$T_{\text{ef}}^{\text{tot}}$ (K)	log g	$\xi$ (km/s)	[Fe/H]	$\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]}$	N
34616	PG	5100	3,64	1,40	0,23	0,05	14
71071	PG	5027	3,64	1,31	0,15	0,05	18
151202	PG	4918	3,64	1,26	0,19	0,05	15
210681	PG	5205	3,64	1,45	0,32	0,05	13
11613	G	4488	2,48	1,58	0,17	0,12	17
16802	G	4492	2,48	1,64	0,34	0,08	12
88399	G	4548	2,48	1,71	0,43	0,18	19
138685	G	4475	2,48	1,56	0,14	0,06	13
150050	G	4704	2,48	1,75	0,30	0,07	13
164712	G	4533	2,48	1,63	0,23	0,06	12
223774	G	4490	2,48	1,56	0,12	0,07	14

Estes valores nos mostram que a consistência interna entre as determinações independentes dos parâmetros atmosféricos é muito alta. Decidimos, portanto, caracterizar cada uma destas quatro candidatas pelas médias aritméticas entre os dois valores de  $T_{\text{ef}}$ , [Fe/H] e  $\xi$  obtidos, de forma independente, para as mesmas.

A partir da **tabela 3.3**, também determinamos que o desvio padrão nos valores de metalicidade é dado por  $(\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]})_{\text{médio}} = 0,06$ . Tanto este valor quanto aquele que é dado pela **relação (3.12)** constituem boas estimativas do erro interno em [Fe/H]. Desta forma, a média aritmética entre  $(\Delta[\text{Fe}/\text{H}])_{\text{média}}$  e  $(\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]})_{\text{médio}}$  nos pareceu a escolha mais razoável:

$$\sigma_{\text{interno}}([\text{Fe}/\text{H}]) = 0,05 \quad (3.15)$$

A **relação (3.15)** nos diz que as metalicidades fornecidas por diferentes linhas (em um mesmo espectro) apresentaram, em média, uma dispersão muito baixa. Este fato é, provavelmente, uma consequência direta da aplicação de critérios rigorosos na seleção das linhas que teriam as suas larguras equivalentes medidas.

### 3.2.4 – Incertezas nos Parâmetros Atmosféricos

As calibrações fotométricas que o programa utiliza para calcular as temperaturas efetivas das estrelas são afetadas, principalmente, por três fontes de incerteza. A primeira delas provém dos erros nos valores dos índices de cor. Diversos testes

realizados anteriormente pelo nosso grupo mostram que incertezas típicas de  $\sigma_{(B-V)} = 0,01$ ,  $\sigma_{(B_T-V_T)} = 0,01$  e  $\sigma_{(b-y)} = 0,005$  geram erros de 30 K nas temperaturas efetivas. A partir destas relações e dos erros médios nos índices de cor das nossas candidatas, vemos que a incerteza nas temperaturas das mesmas é da ordem de 20 K.

As calibrações fotométricas também são afetadas pelas incertezas nas próprias temperaturas efetivas (provenientes do Método do Fluxo Infravermelho) usadas para derivá-las. De acordo com Blackwell & Lynas-Gray (1994), este erro é  $\leq 2\%$  dos valores das temperaturas efetivas consideradas. Para o intervalo de temperaturas efetivas dentro do qual estão situadas todas as nossas candidatas, esta porcentagem corresponde, de uma forma geral, a uma incerteza de  $\sim 100$  K.

Por fim, temos que considerar os erros numéricos ( $\sigma$ ) obtidos na determinação das calibrações fotométricas. De acordo com as **equações (1.7) e (1.8)**, os valores de  $\sigma$  nas calibrações de (B - V) e (B<sub>T</sub>-V<sub>T</sub>) para as gigantes são de 62 K. No caso das calibrações de Porto de Mello (1996) e da **equação (1.3)**, os erros nas calibrações de (B - V), (B<sub>T</sub>-V<sub>T</sub>) e (b - y) são, respectivamente, 65 K, 64 K e 55 K. Como o programa GETSTAR trabalha com a média ponderada entre as temperaturas efetivas obtidas a partir de diferentes calibrações, a incerteza teórica deve ser calculada a partir da fórmula que fornece o erro deste tipo de média (em função dos erros observados  $\sigma_i$  de cada calibração):

$$\sigma_{\text{média}} = \sqrt{\frac{1}{\sum_i \frac{1}{\sigma_i^2}}} \quad (3.16)$$

Para as calibrações deste trabalho, a **equação (3.16)** nos dá  $\sigma_{\text{média}} = 44$  K. Para as calibrações de Porto de Mello (1996), esta mesma equação fornece  $\sigma_{\text{média}} = 36$  K. De uma forma geral, consideraremos que  $\sigma_{\text{média}} = 40$  K.

Como todas as três fontes de incerteza atuam de forma simultânea e quase independente, vemos que a média das contribuições das mesmas deve nos dar a estimativa mais realista para o erro nas temperaturas efetivas fotométricas. Notando que os erros devidos às temperaturas efetivas originais do Método do Fluxo Infravermelho são consideravelmente maiores do que as duas outras incertezas, obtivemos:

$$\sigma_{T_{ef}^{fot}}^{ZAMS, SG e P} = \sqrt{\frac{\sum_i \sigma_i^2}{N^2}} \cong 67K \quad (3.17)$$

$$\sigma_{T_{ef}^{fot}}^{PG e G} = \sqrt{\frac{\sum_i \sigma_i^2}{N^2}} \cong 65K \quad (3.18)$$

As equações (3.17) e (3.18) nos mostram que, na prática, não há diferença entre os erros calculados para os dois grupos de estágios evolutivos. Assim, adotamos a seguinte incerteza para as temperaturas efetivas fotométricas calculadas pelo programa:

$$\sigma(T_{ef}^{fot}) = 70K \quad (3.19)$$

O cálculo das velocidades de microturbulência, por sua vez, é feito através da relação derivada por Porto de Mello (1996):

$$\xi = 0,000615(T_{ef}^{fot}) - 0,5039(\log g) + 0,336([Fe/H]) \quad (3.20)$$

Vemos, então, que a incerteza nos valores da microturbulência resultará dos erros nos valores da temperatura efetiva fotométrica, da metalicidade e da gravidade superficial. As relações (3.15) e (3.19) nos dão as incertezas em  $[Fe/H]$  e  $T_{ef}^{fot}$ , respectivamente. Para as gravidades superficiais, entretanto, ainda não foi feita uma derivação do erro nesta grandeza. Apesar disso, podemos fazer uma boa estimativa deste valor. O programa GETSTAR, como já dissemos, é capaz de iterar o valor de  $\log g$ , desde que sejam dadas as larguras equivalentes de algumas linhas do Fe II para ele (não entraremos em maiores detalhes sobre este aspecto do programa). O critério de convergência adotado para verificar a consistência da gravidade superficial é  $|(\log g)_{calculada} - (\log g)_{inicial}| < 0,1$ . Desta forma, consideramos que o valor  $\sigma_{\log g} = 0,1$  constitui uma boa estimativa para a incerteza contida nesta grandeza.

Utilizando a teoria de propagação de erros e supondo que  $\log g$ ,  $T_{ef}^{fot}$  e  $[Fe/H]$  são independentes (o que não é totalmente correto, mas é uma boa aproximação), obtivemos a incerteza na velocidade de microturbulência:

$$\sigma_{\xi} = \sqrt{(0,000615)^2 \sigma_{T_{ef}^{tot}}^2 + (-0,5039)^2 \sigma_{\log g}^2 + (0,336)^2 \sigma_{[Fe/H]}^2} \cong 0,07 \text{ km/s} \quad (3.21)$$

Por fim, uma rápida análise da discussão feita na **seção 3.1.1** e da estrutura do programa GETSTAR nos mostra que as incertezas nas metalicidades devem ser causadas por erros nos valores de  $W$ ,  $T_{ef}^{tot}$ ,  $\log g$ ,  $\xi$  e  $[Fe/H]_{inicial}$ . Como os quatro primeiros parâmetros apresentam variações consideráveis de um estágio evolutivo para outro, decidimos verificar se este fato também era verdadeiro para os erros nas metalicidades. Para isto, selecionamos uma candidata ZAMS e uma candidata G com parâmetros atmosféricos similares aos do Sol nos respectivos estágios evolutivos e cujos espectros apresentavam um valor de S/R não muito distante de  $(S/R)_{médio} = 150$ . As estrelas escolhidas foram: HD 61033 (ZAMS) e HD 138685 (G).

Variamos, então, todas as larguras equivalentes (os outros parâmetros não foram alterados) destas estrelas em  $1\sigma_W = 3,5 \text{ m\AA}$  e obtivemos novas metalicidades para as mesmas (seguindo os mesmos procedimentos descritos na **seção 3.2.3**). Em seguida, calculamos as diferenças entre os novos valores de  $[Fe/H]$  e os que são apresentados na **tabela 3.3**. Repetimos estes procedimentos para variações de  $1\sigma$  nos valores de  $T_{ef}^{tot}$ ,  $\log g$ ,  $\xi$  e  $[Fe/H]_{inicial}$  (lembrando que os erros adotados para estas grandezas são, respectivamente, 70 K, 0,10, 0,07 km/s e 0,05). Fazendo uma composição quadrática das cinco diferenças obtidas (novamente, supondo a independência entre os parâmetros considerados), determinamos o erro externo total na metalicidade:

$$\sigma_{[Fe/H]} = \sqrt{(\Delta_W^{[Fe/H]})^2 + (\Delta_{T_{ef}^{tot}}^{[Fe/H]})^2 + (\Delta_{\xi}^{[Fe/H]})^2 + (\Delta_{\log g}^{[Fe/H]})^2} \quad (3.22)$$

O termo  $\Delta_X^{[Fe/H]}$  representa a alteração que é causada no valor final da metalicidade em decorrência da variação de  $1\sigma$  no valor da grandeza X. Para as estrelas HD 61033 e HD 138685, os erros encontrados foram de 0,08 e 0,10, respectivamente. Portanto, verificamos que não há uma variação significativa de um estágio para o outro e decidimos adotar um único valor de incerteza para as metalicidades das nossas candidatas:



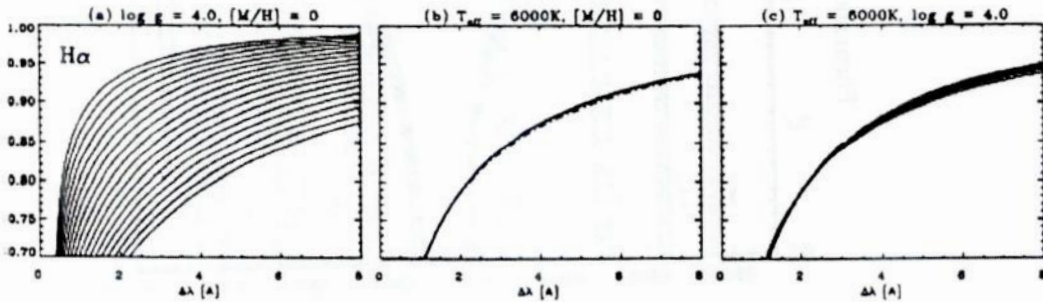
$$\sigma_{[Fe/H]} = 0,10 \quad (3.23)$$

As relações (3.19), (3.21) e (3.23) nos dão as incertezas formais nos valores dos parâmetros atmosféricos apresentados na **tabela 3.3**. As gravidades superficiais e os valores formais dos seus erros serão determinados, respectivamente, nas **seções 3.4.2 e 3.4.3**.

### 3.3 – Análise da linha H $\alpha$

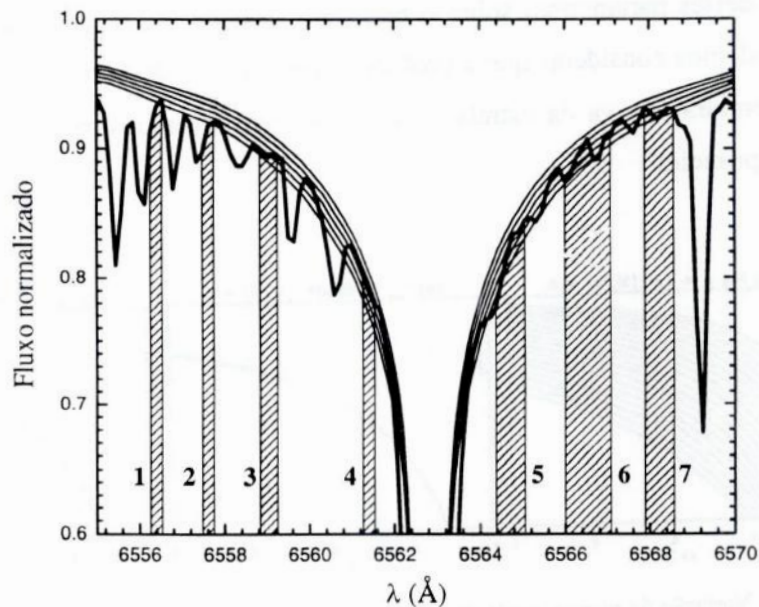
#### 3.3.1 – Determinação das Temperaturas Efetivas a partir da linha H $\alpha$

A profundidade das asas da linha H $\alpha$  depende de três parâmetros atmosféricos: temperatura efetiva, metalicidade e gravidade superficial. No entanto, esta profundidade é muito mais sensível a variações da primeira grandeza, como pode ser visto na **figura 3.9**. De fato, a influência da metalicidade e da gravidade superficial (em intervalos estreitos destes parâmetros) sobre o perfil das asas de H $\alpha$  é praticamente desprezível. Logo, podemos considerar que a profundidade das asas desta linha é uma função forte da temperatura efetiva da estrela e, num processo inverso, obter o valor da última a partir da primeira.



**Figura 3.9:** Variação da profundidade da asa da linha H $\alpha$  com os parâmetros atmosféricos. A distância, em Å, ao centro da linha é dada por  $\Delta\lambda$ . (a) A temperatura efetiva varia de 5000 K (linha mais alta ou asa mais rasa) até 6700 K (linha mais baixa ou asa mais profunda), com passos de 100 K. Os outros dois parâmetros estão fixados nos seguintes valores:  $\log g = 4,0$  e  $[M/H] = 0,0$  (o que é equivalente a  $[Fe/H] = 0,0$ ). (b) A gravidade superficial varia de 3,0 até 4,5 (linha tracejada), com passos de  $\Delta\log g = 0,5$ . Os outros dois parâmetros estão fixados nos seguintes valores:  $T_{ef} = 6000$  K e  $[M/H] = 0,0$ . (c) A metalicidade varia de -3,5 (linha mais alta ou asa mais rasa) até 0,0 (linha mais baixa ou asa mais profunda). Os outros dois parâmetros estão fixados nos seguintes valores:  $T_{ef} = 6000$  K e  $\log g = 4,0$ . Adaptada de Fuhrmann et al. (1993).

Existem programas específicos para a derivação de perfis teóricos de H $\alpha$  a partir de um conjunto de parâmetros atmosféricos. O perfil que melhor reproduz esta linha no espectro observado de uma determinada estrela deve ser caracterizado, portanto, por parâmetros atmosféricos muito próximos aos da mesma. Como a profundidade das asas de H $\alpha$  só varia apreciavelmente com a temperatura efetiva, vemos que a comparação direta do perfil observado com perfis teóricos calculados para diferentes valores de  $T_{ef}$  pode nos indicar qual deles melhor caracteriza a atmosfera estelar em questão. Neste sentido, utilizamos um programa desenvolvido por Praderie (1967) para obter cinco perfis teóricos para a linha H $\alpha$  de uma dada estrela. Como dados de entrada, fornecemos os parâmetros  $\log g$ ,  $[Fe/H]$  e  $\xi$  da **tabela 3.3** e os valores de temperatura  $T_{ef}^{tot} - 100K$ ,  $T_{ef}^{tot} - 50K$ ,  $T_{ef}^{tot}$ ,  $T_{ef}^{tot} + 50K$  e  $T_{ef}^{tot} + 100K$ , onde  $T_{ef}^{tot}$  também foi retirada da **tabela 3.3**. A **figura 3.10** apresenta o espectro da candidata HD 182619 sobreposto aos cinco perfis teóricos calculados para esta estrela.



**Figura 3.10:** Exemplo do método de determinação da temperatura efetiva a partir da linha H $\alpha$ . A linha mais espessa representa o espectro observado de HD 182619. As cinco linhas mais finas correspondem aos perfis teóricos calculados para as diferentes temperaturas (de cima para baixo,  $T_{ef}^{tot} - 100 K$ ,  $T_{ef}^{tot} - 50 K$ ,  $T_{ef}^{tot}$ ,  $T_{ef}^{tot} + 50 K$  e  $T_{ef}^{tot} + 100 K$ ). As regiões hachuradas são aquelas que foram utilizadas na determinação do valor de temperatura efetiva (conforme explicado no texto). Os intervalos em comprimento de onda compreendidos pelas mesmas são mostrados na **tabela 3.4**.

Em seguida, usamos o programa desenvolvido por Lyra & Porto de Mello (2005) para fazer a comparação entre o espectro observado e os perfis teóricos e determinar as temperaturas efetivas das estrelas. Com o objetivo de evitar contaminações por linhas metálicas, o programa faz esta comparação somente nas regiões assinaladas na **figura 3.10**. Os intervalos em comprimento de onda compreendidos pelas mesmas são mostrados na **tabela 3.4**.

**Tabela 3.4:** Regiões das asas de H $\alpha$  usadas na determinação das temperaturas efetivas. De acordo com Atlas de Fluxo Solar (Kurucz et al. 1984), elas não são apreciavelmente afetadas por linhas metálicas nos espectros das estrelas frias.

Asa	Região	$\Delta\lambda$
Azul	1	6556,25Å – 6556,60Å
	2	6557,40Å – 6557,80Å
	3	6558,80Å – 6559,30Å
	4	6561,20Å – 6561,60Å
Vermelha	5	6564,30Å – 6565,10Å
	6	6566,00Å – 6567,20Å
	7	6567,90Å – 6568,60Å

Em cada uma destas regiões, o programa calcula as diferenças médias entre o fluxo do espectro observado e os fluxos de cada um dos perfis teóricos. É adotada, então, a temperatura do perfil que produz a menor diferença média de fluxo. A temperatura efetiva final da estrela é obtida, então, através de uma média ponderada (dando peso 2 às regiões da asa vermelha e peso 1 às da asa azul, pois esta é mais afetada pelas linhas metálicas do que a primeira) entre as temperaturas efetivas determinadas nas sete regiões consideradas. É importante ressaltar que o programa também elimina eventuais contaminações por linhas telúricas nas mesmas através de um teste Kolmogorov-Smirnov (para mais detalhes, ver Lyra & Porto de Mello 2005).

Inicialmente, utilizamos a Lua e HD 146233 para testar o procedimento descrito anteriormente. Os resultados são apresentados na **tabela 3.5**. Fazendo a média aritmética entre as duas temperaturas efetivas obtidas para a Lua a partir de H $\alpha$ , obtivemos o valor  $(5758 \pm 17)$  K. Dentro de um intervalo  $2\sigma$ , este resultado apresenta um ótimo acordo com o valor bem conhecido de 5780 K. A temperatura efetiva de HD 146233, por sua vez, só foi determinada uma vez. Apesar disso, o resultado obtido apresenta um excelente acordo com aqueles que foram determinados anteriormente pelo

nosso grupo. Por exemplo, Porto de Mello & da Silva (1997) obtêm  $T_{ef} = 5789$  K para esta estrela.

**Tabela 3.5:** Temperaturas efetivas fotométrica, de  $H\alpha$  e média dos objetos de comparação. O desvio padrão obtido no cálculo da temperatura efetiva de  $H\alpha$  é dado por  $\sigma(T_{ef}^{H\alpha})$ .

Objeto	$T_{ef}^{fot}$ (K)	$T_{ef}^{H\alpha}$ (K)	$\sigma(T_{ef}^{H\alpha})$ (K)	$T_{ef}^{média}$ (K)
Lua	5780	5800	29	5763
		5715	17	
HD 146233	5811	5776	22	5785

Como o procedimento para a determinação das temperaturas efetivas a partir de  $H\alpha$  estava funcionando corretamente, aplicamos o mesmo aos espectros das nossas candidatas. Os resultados podem ser vistos na **tabela 3.6**. Vale lembrar que somente as candidatas aos estágios ZAMS e SG apresentam valores de  $T_{ef}^{H\alpha}$ . Como já foi dito na **seção 2.1.2**, há um aumento das incertezas nas determinações, através da linha  $H\alpha$ , de temperatura efetiva para as atmosferas estelares nas quais esta grandeza é da ordem ou menor do que 5300 K. Este fato pode, agora, ser perfeitamente visualizado na **figura 3.9**. As asas dos perfis caracterizados por temperaturas progressivamente mais frias estão cada vez mais próximas, o que faz com que a escolha, por comparação direta, do perfil teórico que melhor representa o espectro observado torne-se muito incerta. Além disso, a contaminação das asas de  $H\alpha$  por linhas metálicas torna-se cada vez mais significativa para estrelas progressivamente mais frias. Como todas as estrelas nos estágios P, PG e G possuem  $T_{ef} < 5300$  K, optamos por não utilizar a linha  $H\alpha$  (presente nos espectros em  $\lambda 6655$ ) para determinar as temperaturas efetivas destas candidatas.

Como as estrelas HD 15942, HD 55720, HD 74698 e HD 114260 foram observadas em duas ocasiões distintas na região  $\lambda 6563$ , realizamos duas determinações independentes de  $T_{ef}^{H\alpha}$  para as mesmas (ver **tabela 3.6**). Podemos, então, usá-las para verificar a consistência interna dos nossos resultados. Primeiramente, calculamos o módulo da diferença entre os dois valores de temperatura efetiva para cada candidata. Em seguida, fizemos a média entre as quatro diferenças obtidas e encontramos:

$$\left(\Delta T_{ef}^{H\alpha}\right)_{média} = 39K \quad (3.24)$$

**Tabela 3.6:** Temperaturas efetivas fotométrica, de H $\alpha$  e média das nossas candidatas. O desvio padrão obtido no cálculo da temperatura efetiva de H $\alpha$  é dado por  $\sigma(T_{ef}^{H\alpha})$ .

HD	Estágio	$T_{ef}^{fot}$ (K)	$T_{ef}^{H\alpha}$ (K)	$\sigma(T_{ef}^{H\alpha})$ (K)	$T_{ef}^{média}$ (K)
13531	ZAMS	5654	5717	73	5701
21411	ZAMS	5553	5516	63	5525
25918	ZAMS	5659	5897	113	5838
55720	ZAMS	5574	5589	70	5592
			5607	89	
61033	ZAMS	5565	5650	41	5629
64114	ZAMS	5666	5653	58	5656
114260	ZAMS	5538	5476	70	5524
			5562	57	
182619	ZAMS	5617	5761	59	5658
197210	ZAMS	5631	5592	33	5602
15942	SG	5869	5881	51	5886
			5902	62	
19308	SG	5793	5808	30	5804
24040	SG	5809	5902	100	5879
69809	SG	5790	5837	87	5825
74698	SG	5801	5906	120	5870
			5877	55	
111398	SG	5776	5739	34	5748
148577	SG	5765	5736	82	5743
175425	SG	5793	5772	35	5777
196050	SG	5837	5826	35	5829
213575	SG	5734	5641	33	5664
215028	SG	5642	5889	79	5828

Este valor nos mostra que a consistência interna entre as determinações independentes das temperaturas efetivas de H $\alpha$  é muito boa. Decidimos, portanto, caracterizar cada uma destas quatro candidatas pelas médias aritméticas entre os dois valores de  $T_{ef}^{H\alpha}$  obtidos, de forma independente, para as mesmas.

Calculamos, também, o módulo da diferença entre os valores de  $T_{ef}^{H\alpha}$  e  $T_{ef}^{fot}$  para cada candidata. Em seguida, fizemos a média entre todas as diferenças obtidas e encontramos:

$$(\Delta T_{ef})_{m\u00e9dia} = 60K \quad (3.25)$$

Verificamos que este valor relativamente elevado deve-se, basicamente, a duas estrelas: HD 25918 e HD 215028. Em ambos os casos, podemos observar que  $T_{ef}^{H\alpha}$  \u00e9 bem maior do que  $T_{ef}^{fot}$ . Este fato nos diz (de acordo com a **figura 3.10**) que  $T_{ef}^{fot}$  deu origem a um conjunto de perfis te\u00f3ricos com asas menos profundas do que as do espectro observado. Verificamos, ent\u00e3o, se n\u00e3o t\u00ednhamos feito uma determina\u00e7\u00e3o incorreta do cont\u00ednuo destes espectros durante a normaliza\u00e7\u00e3o dos mesmos. Ap\u00f3s alguns testes, observamos que estes espectros haviam sido normalizados corretamente. Deste modo, vemos que o problema est\u00e1, provavelmente, nas temperaturas efetivas fotom\u00e9tricas usadas para calcular os perfis te\u00f3ricos de H\u03b1 nos casos de HD 25918 e HD 215028. Mais especificamente, os valores destas grandezas devem ter sido subestimados. De fato, as determina\u00e7\u00f5es dos par\u00e2metros atmosf\u00e9ricos destas estrelas foram feitas a partir de espectros de baixa qualidade e podem ter, perfeitamente, produzido resultados incorretos. Desconsiderando estas duas candidatas, a **equa\u00e7\u00e3o (3.25)** passa a ser dada por:

$$(\Delta T_{ef})_{m\u00e9dia} = 40K \quad (3.26)$$

Este resultado nos mostra que h\u00e1 um bom acordo entre os valores de  $T_{ef}^{fot}$  e  $T_{ef}^{H\alpha}$ . Levando este fato em considera\u00e7\u00e3o e sabendo que a  $T_{ef}$  que melhor caracteriza uma estrela \u00e9 dada pela m\u00e9dia entre as temperaturas efetivas derivadas para ela atrav\u00e9s de diferentes m\u00e9todos, fizemos:

$$T_{ef}^{m\u00e9dia} = \left[ \frac{\frac{(T_{ef}^{fot})^2}{[\sigma(T_{ef}^{fot})]^2} + \frac{(T_{ef}^{H\alpha})^2}{[\sigma(T_{ef}^{H\alpha})]^2}}{1 + 1} \right]^{1/2} \quad (3.27)$$

A grandeza  $\sigma(T_{ef}^{H\alpha})$  representa a incerteza t\u00edpica nas temperaturas efetivas de H\u03b1 e a sua determina\u00e7\u00e3o ser\u00e1 feita na **se\u00e7\u00e3o 3.3.2**. Os valores fornecidos pela **equa\u00e7\u00e3o**

(3.27) foram adotados como as temperaturas efetivas finais das candidatas ZAMS e SG e são apresentados na **tabela 3.6**. Para as estrelas dos outros estágios, a temperatura efetiva final é dada apenas por  $T_{ef}^{tot}$ .

### 3.3.2 – Incertezas nas Temperaturas Efetivas de H $\alpha$

A determinação das temperaturas efetivas de H $\alpha$  é afetada por incertezas na determinação da posição do contínuo (durante o processo de normalização) e nos valores de [Fe/H], log g e  $\xi$ . Diversos testes realizados anteriormente pelo nosso grupo mostram que erros de 0,1 na metalicidade, 0,1 na gravidade superficial e de 0,07 km/s na microturbulência causam variações de ~6 K, ~10 K e ~4 K, respectivamente, na temperatura efetiva originalmente determinada. Além disso, podemos observar que uma incerteza de 0,2% na posição do contínuo é capaz de alterar o valor da temperatura em ~25 K. Como as nossas determinações de contínuo apresentaram, em média, um erro de 0,3%, este procedimento insere uma incerteza de ~40 K nas temperaturas efetivas de H $\alpha$ . Fazendo uma composição quadrática das quatro variações obtidas (novamente, supondo a independência entre os parâmetros considerados), determinamos o erro externo total desta grandeza:

$$\sigma(T_{ef}^{H\alpha}) = \sqrt{\left(\Delta_{Contínuo}^{T_{ef}^{H\alpha}}\right)^2 + \left(\Delta_{[Fe/H]}^{T_{ef}^{H\alpha}}\right)^2 + \left(\Delta_{\log g}^{T_{ef}^{H\alpha}}\right)^2 + \left(\Delta_{\xi}^{T_{ef}^{H\alpha}}\right)^2} \approx 40K \quad (3.28)$$

Novamente, o termo  $\Delta_X^{T_{ef}^{H\alpha}}$  representa a alteração que é causada no valor final da temperatura efetiva de H $\alpha$  em decorrência da variação de  $1\sigma$  no valor da grandeza X. A **equação (3.28)** nos mostra que o erro externo total das temperaturas efetivas de H $\alpha$  estão muito bons e são compatíveis com o erro interno desta grandeza, dado pela **equação (3.24)**. É importante lembrar que a primeira equação fornece um erro médio para todas as candidatas, o qual está provavelmente subestimando as incertezas nos casos de HD 25918 e HD 215028, por exemplo.

Utilizando a teoria de propagação de erros e supondo independência entre as grandezas  $T_{ef}^{H\alpha}$  e  $T_{ef}^{tot}$ , calculamos a incerteza nas temperaturas efetivas médias (dadas pela **equação 3.27**):

$$\sigma(T_{ef}^{m\u00e9dia}) = \left[ \frac{1}{[\sigma(T_{ef}^{fot})]^2} + \frac{1}{[\sigma(T_{ef}^{H\alpha})]^2} \right]^{-1/2} = 35K \sim 40K \quad (3.29)$$

A equa\u00e7\u00e3o (3.29) fornece, portanto, os erros nas temperaturas efetivas das candidatas ZAMS e SG. Nos outros est\u00e1gios, as temperaturas efetivas s\u00e3o dadas por  $T_{ef}^{fot}$  e, portanto, a incerteza nas mesmas prov\u00e9m da rela\u00e7\u00e3o (3.19), a qual nos diz que  $\sigma(T_{ef}^{fot}) = 70K$ .

### 3.4 – Par\u00e2metros Evolutivos

#### 3.4.1 – Determina\u00e7\u00e3o das Massas e Idades

A evolu\u00e7\u00e3o de uma estrela \u00e9 governada, em primeira aproxima\u00e7\u00e3o, pela sua massa e pela sua composi\u00e7\u00e3o qu\u00edmica inicial<sup>14</sup>. Vemos, assim, que o conhecimento destes dois par\u00e2metros \u00e9 de fundamental import\u00e2ncia para a Astrof\u00edsica. Neste trabalho, a composi\u00e7\u00e3o qu\u00edmica inicial pode ser representada pela metalicidade, a qual j\u00e1 foi derivada na se\u00e7\u00e3o 3.2.3. A determina\u00e7\u00e3o da massa de uma estrela, no entanto, n\u00e3o \u00e9 t\u00e3o simples. Infelizmente, s\u00f3 \u00e9 poss\u00edvel obter este par\u00e2metro, de maneira direta, para alguns objetos de interesse, como, por exemplo, o Sol (atrav\u00e9s da intera\u00e7\u00e3o gravitacional entre esta estrela e os diversos componentes do Sistema Solar), as bin\u00e1rias visuais<sup>15</sup> e as bin\u00e1rias espectrosc\u00f3picas de duas linhas<sup>16</sup>. Num futuro pr\u00f3ximo, a t\u00e9cnica de astrossismologia (estudo de pequenas oscila\u00e7\u00f5es peri\u00f3dicas das estrelas, causadas pela propaga\u00e7\u00e3o de ondas ac\u00fasticas e detect\u00e1veis f\u00f3tom\u00e9trica e espectroscopicamente) deve se tornar uma ferramenta poderosa para a determina\u00e7\u00e3o precisa de massas de estrelas

<sup>14</sup> Em uma an\u00e1lise mais complexa e detalhada, dever\u00edamos considerar os efeitos din\u00e2micos de rota\u00e7\u00e3o e de perda de massa sobre a evolu\u00e7\u00e3o das estrelas.

<sup>15</sup> Tipo de sistema bin\u00e1rio no qual as duas componentes podem ser resolvidas ao telesc\u00f3pio e cujas posi\u00e7\u00f5es podem ser medidas ao longo do tempo.

<sup>16</sup> Tipo de sistema bin\u00e1rio no qual as componentes est\u00e3o muito pr\u00f3ximas, n\u00e3o podem ser resolvidas por um telesc\u00f3pio e em cujo espectro \u00e9 poss\u00edvel discernir os conjuntos de linhas de cada uma das estrelas. A natureza bin\u00e1ria \u00e9 detectada, neste caso, atrav\u00e9s das altera\u00e7\u00f5es nas velocidades radiais das duas componentes, as quais s\u00e3o medidas a partir da varia\u00e7\u00e3o peri\u00f3dica do deslocamento Doppler das linhas contidas em seus espectros.



isoladas. Como a técnica de astrossismologia só foi empregada, até hoje, para o Sol e poucas outras estrelas, e nenhuma das nossas candidatas faz parte dos sistemas binários mencionados, necessitávamos de um método alternativo para determinar as massas das mesmas.

O conhecimento das idades estelares também é muito importante para a nossa análise, uma vez que este parâmetro fornece mais um indício de compatibilidade entre um determinado estágio evolutivo e as candidatas selecionadas para representá-lo. O Sol é a única estrela que possui uma determinação de idade relativamente precisa. De acordo com os modelos atualmente aceitos, a formação do Sol deve ter ocorrido quase que simultaneamente à dos demais componentes do Sistema Solar. Portanto, uma boa estimativa da idade solar pode ser obtida a partir de datações feitas nas rochas mais antigas da Terra e nos meteoritos aqui encontrados. Infelizmente, não contamos com estes tipos de evidências para calcular as idades das demais estrelas e, portanto, precisávamos de um método alternativo que nos permitisse determinar estes parâmetros.

Decidimos, então, obter as massas e idades das nossas candidatas através da análise das posições das mesmas em diagramas HR teóricos. Este procedimento, por sua vez, requer o conhecimento das temperaturas efetivas e das luminosidades das estrelas em questão. O primeiro parâmetro já foi calculado nas **seções 3.2 e 3.3**. O segundo parâmetro foi obtido através de uma relação idêntica à **equação (1.16)**:

$$\log\left(\frac{L}{L_{\odot}}\right) = -0,4\left(M_{bol} - M_{bol}^{\odot}\right), \text{ onde } M_{bol}^{\odot} = 4,75 \quad (3.30)$$

A magnitude bolométrica, por sua vez,  $M_{bol}$  de uma estrela foi dada por uma relação idêntica à **equação (1.17)**:

$$M_{bol} = M_V + C_{bol} \quad (3.31)$$

A correção bolométrica  $C_{bol}$  foi determinada, para as candidatas ao estágio G, através das temperaturas efetivas das mesmas (**tabela 3.3**) e da calibração  $C_{bol}$  versus  $T_{ef}$  de Landolt-Börnstein (1982). Para as estrelas dos outros estágios, utilizamos as temperaturas efetivas das mesmas (**tabela 3.3**, no caso das candidatas P e PG, e **tabela 3.6**, no caso dos estágios ZAMS e SG) e a calibração  $C_{bol}$  versus  $T_{ef}$  feita por Habets &

Heintze (1981). É importante dizer que ambas as calibrações foram modificadas para uma escala na qual  $C_{bol}^{\odot} = -0,07$ .

Por fim, a magnitude absoluta  $M_V$  de uma estrela foi calculada a partir dos valores de  $V$  e  $\pi$  da **tabela 1.4**, dos valores de  $A_V$  da **tabela 3.1** e da seguinte relação:

$$M_V = V + 5 + 5 \log \pi + A_V \quad (3.32)$$

Devemos lembrar que a grandeza  $A_V$  é a extinção interestelar monocromática na banda  $V$ . Para as estrelas que não são afetadas pelo fenômeno do avermelhamento (candidatas aos estágios ZAMS e SG, além de HD 22918 e HD 23249), consideramos simplesmente que  $A_V = 0$  na **equação (3.32)**. Os resultados das **equações (3.32)**, **(3.31)** e **(3.30)** são apresentados na **tabela 3.9**.

Utilizando a teoria de propagação de erros e a **equação (3.32)**, calculamos uma relação para a incerteza na magnitude absoluta:

$$\sigma(M_V) = \left[ \sigma_V^2 + \left( \frac{5 \cdot \log e}{\pi} \right)^2 \sigma_{\pi}^2 + \sigma_{A_V}^2 \right]^{1/2} \quad (3.33)$$

Os erros médios em  $V$  e  $A_V$  são dados, respectivamente, por  $\sigma_V = 0,005$  e  $\sigma(A_V) = 0,05$ . Como a contribuição do termo que contém a incerteza na paralaxe é, em geral, da ordem de 0,15, temos que:

$$\sigma(M_V) \cong \left[ \left( \frac{5 \cdot \log e}{\pi} \right)^2 \sigma_{\pi}^2 \right]^{1/2} = \left| \left( \frac{5 \cdot \log e}{\pi} \right) \sigma_{\pi} \right| \quad (3.34)$$

Os valores de  $\sigma_{\pi}$  foram retirados do catálogo Hipparcos (ESA 1997). Utilizando a teoria de propagação de erros e a **equação (3.31)**, calculamos uma relação para a incerteza na magnitude bolométrica:

$$\sigma(M_{bol}) = \left[ \sigma_{M_V}^2 + \sigma_{C_{bol}}^2 \right]^{1/2} \quad (3.35)$$

**Tabela 3.7:** Valores das luminosidades das estrelas da nossa amostra e seus respectivos erros. Também são mostradas as magnitudes absolutas  $M_v$  e seus erros  $\sigma(M_v)$ , as magnitudes bolométricas  $M_{bol}$ , as correções bolométricas  $C_{bol}$  e as temperaturas efetivas  $T_{ef}$  utilizadas no cálculo desta última grandeza. Todos os cálculos envolvendo estes parâmetros são descritos no texto.

HD	Estágio	$T_{ef}$ (K)	$M_v$	$\sigma(M_v)$	$C_{bol}$	$M_{bol}$	$\log(L/L_{\odot})$	$\sigma_{\log(L/L_{\odot})}$
13531	ZAMS	5701	5,311	0,050	-0,112	5,199	-0,18	0,02
21411	ZAMS	5525	5,398	0,066	-0,200	5,198	-0,18	0,03
25918	ZAMS	5838	5,321	0,065	-0,047	5,274	-0,21	0,03
55720	ZAMS	5592	5,288	0,035	-0,166	5,122	-0,15	0,01
61033	ZAMS	5629	5,327	0,040	-0,148	5,179	-0,17	0,02
64114	ZAMS	5656	5,207	0,064	-0,134	5,073	-0,13	0,03
114260	ZAMS	5524	5,190	0,050	-0,201	4,989	-0,10	0,02
182619	ZAMS	5658	5,193	0,068	-0,133	5,060	-0,12	0,03
197210	ZAMS	5602	5,212	0,077	-0,161	5,051	-0,12	0,03
15942	SG	5886	4,318	0,089	-0,026	4,292	0,18	0,04
19308	SG	5804	4,210	0,078	-0,063	4,147	0,24	0,03
24040	SG	5879	4,162	0,102	-0,029	4,133	0,25	0,04
69809	SG	5825	4,340	0,118	-0,053	4,287	0,19	0,05
74698	SG	5870	4,276	0,068	-0,033	4,243	0,20	0,03
111398	SG	5748	4,305	0,074	-0,089	4,216	0,21	0,03
148577	SG	5743	4,275	0,134	-0,092	4,183	0,23	0,05
175425	SG	5777	4,287	0,091	-0,075	4,212	0,22	0,04
196050	SG	5829	4,143	0,091	-0,051	4,092	0,26	0,04
213575	SG	5664	4,170	0,065	-0,130	4,040	0,28	0,03
215028	SG	5828	4,312	0,103	-0,052	4,260	0,20	0,04
191053	P	5174	3,985	0,177	-0,364	3,621	0,45	0,07
834	PG	5050	3,870	0,136	-0,410	3,460	0,52	0,05
16695	PG	5025	3,652	0,258	-0,418	3,234	0,61	0,10
22918	PG	4874	3,700	0,087	-0,459	3,241	0,60	0,03
23249	PG	4997	3,738	0,017	-0,427	3,311	0,58	0,01
34616	PG	5100	3,757	0,171	-0,393	3,364	0,55	0,07
71071	PG	5027	3,781	0,095	-0,417	3,364	0,55	0,04
151202	PG	4918	3,798	0,082	-0,448	3,350	0,56	0,03
210681	PG	5205	4,052	0,094	-0,352	3,700	0,42	0,04
11613	G	4488	1,021	0,386	-0,461	0,560	1,68	0,15
16802	G	4492	1,252	0,254	-0,460	0,792	1,58	0,10
88399	G	4548	1,763	0,090	-0,435	1,328	1,37	0,04
138685	G	4475	1,237	0,204	-0,467	0,770	1,59	0,08
150050	G	4704	0,832	0,213	-0,372	0,460	1,72	0,09
164712	G	4533	1,272	0,096	-0,442	0,830	1,57	0,04
223774	G	4490	1,031	0,192	-0,461	0,570	1,67	0,08
113226	-	5028	0,369	0,064	-0,252	0,117	1,85	0,03
146233	-	5785	4,755	0,029	-0,072	4,683	0,03	0,01

Como os erros médios em  $M_V$  e  $M_{bol}$  são dados, respectivamente, por  $\sigma(M_V) = 0,10$  e  $\sigma(C_{bol}) = 0,01$ , obtemos:

$$\sigma(M_{bol}) \cong \left[ \sigma_{M_V}^2 \right]^{1/2} = \left| \sigma_{M_V} \right| \quad (3.36)$$

Lembrando que a magnitude bolométrica do Sol é determinada com uma precisão muito alta, a aplicação da teoria de propagação de erros à **equação (3.30)** nos mostra que:

$$\sigma_{\log(L/L_\odot)} \cong 0,4 \cdot \sigma(M_{bol}) \cong 0,4 \cdot \sigma(M_V) \quad (3.37)$$

Estas são as incertezas apresentadas na **tabela 3.7**. Conhecendo as temperaturas efetivas e as luminosidades de todas as estrelas da nossa amostra, podemos, agora, determinar os parâmetros evolutivos das mesmas.

Como a composição química inicial influencia a evolução das estrelas, decidimos dividir as candidatas de acordo com as suas metalicidades e analisar os grupos obtidos separadamente. Um determinado grupo continha as estrelas cujas metalicidades encontravam-se em um intervalo de 0,02 em torno do valor central de  $[Fe/H]$  arbitrado para o mesmo. Por exemplo, todas as candidatas com  $-0,02 \leq [Fe/H] \leq +0,02$  faziam parte do conjunto cuja metalicidade central era  $[Fe/H] = 0,0$ .

Calculamos, então, um conjunto de trajetórias evolutivas para cada um dos grupos definidos acima. As massas das mesmas variaram entre  $0,6 M_\odot$  e  $1,5 M_\odot$  (com passos de  $0,1 M_\odot$ ) e a metalicidade utilizada no cálculo é igual ao valor central que caracteriza o grupo de estrelas em questão. Além disso, consideramos que  $[\alpha/Fe] = 0^{17}$ . A derivação de todas as trajetórias foi feita através do código apresentado por Yi et al. (2003).

Calculamos, também, um conjunto de isócronas (curvas de idade constante no diagrama HR) para cada um dos grupos definidos anteriormente. As idades das mesmas

---

<sup>17</sup> Este parâmetro descreve o enriquecimento da composição química da estrela pelos chamados elementos  $\alpha$ , os quais são formados através de processos nucleares de captura de partículas  $\alpha$  (ou seja,  $He^{++}$ ). Como exemplo, podemos mencionar os elementos O, Ne, Mg, Si, S, Ca e Ti. Como estamos procurando estrelas de metalicidade solar e este tipo de enriquecimento não é observado nas mesmas (ou seja,  $[\alpha/Fe] = 0$ , em primeira aproximação), usamos  $[\alpha/Fe] = 0$  no cálculo das trajetórias.

variaram entre 0,0 Gano e 13,0 Gano (com passos de 1,0 Gano) e a metalicidade utilizada no cálculo é igual ao valor central que caracteriza o grupo de estrelas em questão. Novamente, consideramos que  $[\alpha/\text{Fe}] = 0$ . A derivação de todas as isócronas foi feita através do código apresentado por Kim et al. (2002).

Devemos ressaltar que não obtivemos as trajetórias evolutivas e as isócronas para os grupos com  $[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{central}} = +0,35, +0,40$  e  $+0,45$ . Por este motivo, as candidatas HD 15942, HD 16802 e HD 88399 foram colocadas no conjunto com  $[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{central}} = +0,30$ , apesar de não fazerem parte do mesmo. Além disso, não calculamos as isócronas para o grupo com  $[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{central}} = -0,35$ . Desta forma, determinamos a idade de HD 215028 a partir das isócronas do conjunto com  $[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{central}} = -0,30$ .

Por fim, construímos dois diagramas HR para cada grupo de estrelas. O primeiro continha as trajetórias evolutivas calculadas para o conjunto em questão e as candidatas que fazem parte do mesmo, as quais são representadas por pontos ( $\log(T_{\text{ef}})$ ,  $\log(L/L_{\odot})$ ). O segundo possuía as isócronas derivadas para o grupo em questão e as candidatas que fazem parte do mesmo, novamente representadas por pontos ( $\log(T_{\text{ef}})$ ,  $\log(L/L_{\odot})$ ). Todos os 22 diagramas HR construídos são mostrados nas **figuras 3.11 a 3.21**. Para facilitar a compreensão das mesmas, colocamos todos os dados relevantes para a determinação dos parâmetros evolutivos na **tabela 3.8**.

**Tabela 3.8:** Dados utilizados para a determinação dos parâmetros evolutivos das estrelas. As incertezas em  $\log(T_{\text{ef}})$  foram calculadas através da propagação do erro em  $T_{\text{ef}}$  (40K, no caso das candidatas ZAMS e SG, e 70K, no caso das candidatas P, PG e G).

HD	Estágio	[Fe/H]	$\log(T_{\text{ef}})$	$\sigma_{\log(T_{\text{ef}})}$	$\log(L/L_{\odot})$	$\sigma_{\log(L/L_{\odot})}$
13531	ZAMS	0,07	3,756	0,003	-0,18	0,02
21411	ZAMS	-0,09	3,742	0,003	-0,18	0,03
25918	ZAMS	0,22	3,766	0,003	-0,21	0,03
55720	ZAMS	-0,17	3,748	0,003	-0,15	0,01
61033	ZAMS	0,05	3,750	0,003	-0,17	0,02
64114	ZAMS	0,16	3,752	0,003	-0,13	0,03
114260	ZAMS	-0,04	3,742	0,003	-0,10	0,02
182619	ZAMS	0,05	3,753	0,003	-0,12	0,03
197210	ZAMS	0,07	3,748	0,003	-0,12	0,03
15942	SG	0,39	3,770	0,003	0,18	0,04
19308	SG	0,14	3,764	0,003	0,24	0,03
24040	SG	0,19	3,769	0,003	0,25	0,04
69809	SG	0,20	3,765	0,003	0,19	0,05
74698	SG	0,15	3,769	0,003	0,20	0,03

HD	Estágio	[Fe/H]	$\log(T_{\text{ef}})$	$\sigma_{\log(T_{\text{ef}})}$	$\log(L/L_{\odot})$	$\sigma_{\log(L/L_{\odot})}$
111398	SG	0,07	3,760	0,003	0,21	0,03
148577	SG	0,01	3,759	0,003	0,23	0,05
175425	SG	0,20	3,762	0,003	0,22	0,04
196050	SG	0,20	3,766	0,003	0,26	0,04
213575	SG	-0,07	3,753	0,003	0,28	0,03
215028	SG	-0,36	3,765	0,003	0,20	0,04
191053	P	-0,17	3,714	0,006	0,45	0,07
834	PG	0,16	3,703	0,006	0,52	0,05
16695	PG	0,20	3,701	0,006	0,61	0,10
22918	PG	0,01	3,688	0,006	0,60	0,03
23249	PG	0,05	3,699	0,006	0,58	0,01
34616	PG	0,23	3,708	0,006	0,55	0,07
71071	PG	0,15	3,701	0,006	0,55	0,04
151202	PG	0,19	3,692	0,006	0,56	0,03
210681	PG	0,32	3,716	0,006	0,42	0,04
11613	G	0,17	3,652	0,007	1,68	0,15
16802	G	0,34	3,652	0,007	1,58	0,10
88399	G	0,43	3,658	0,007	1,37	0,04
138685	G	0,14	3,651	0,007	1,59	0,08
150050	G	0,30	3,672	0,006	1,72	0,09
164712	G	0,23	3,656	0,007	1,57	0,04
223774	G	0,12	3,652	0,007	1,67	0,08
113226	-	0,15	3,701	0,006	1,85	0,03
146233	-	0,05	3,762	0,003	0,03	0,01

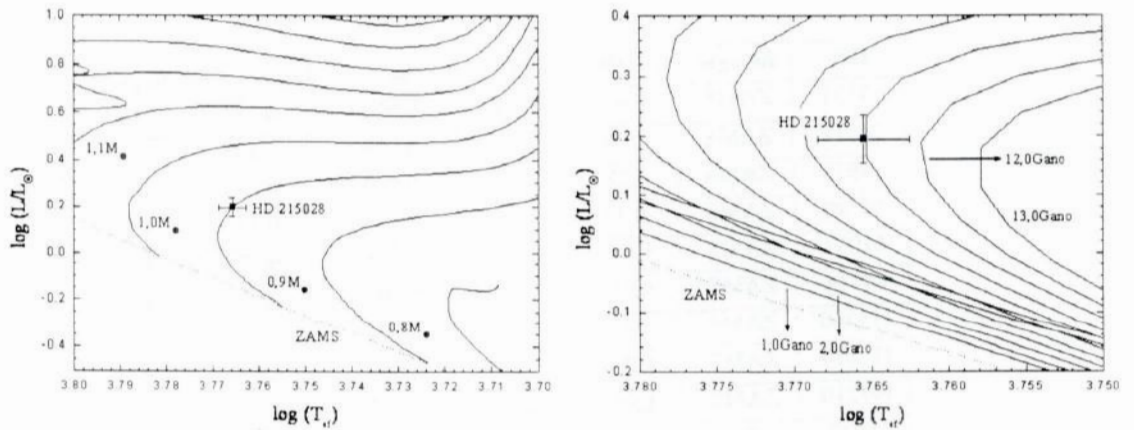


Figura 3.11: Diagramas HR contendo as trajetórias evolutivas (esquerda) calculadas para  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0,35$  e  $[\alpha/\text{Fe}] = 0$  e as isócronas (direita) calculadas para  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0,30$  e  $[\alpha/\text{Fe}] = 0$ .

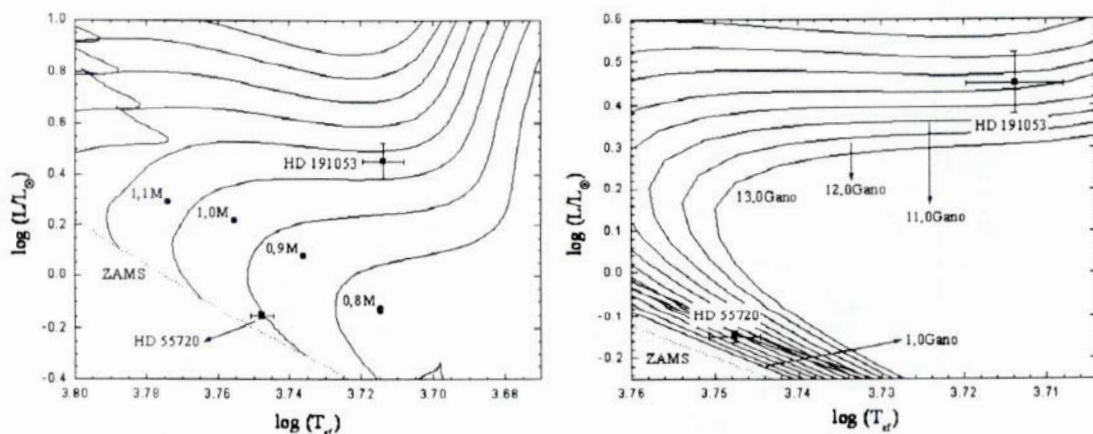


Figura 3.12: Diagramas HR contendo as trajetórias evolutivas (esquerda) e as isócronas (direita) calculadas para  $[Fe/H] = -0,15$  e  $[\alpha/Fe] = 0$ .

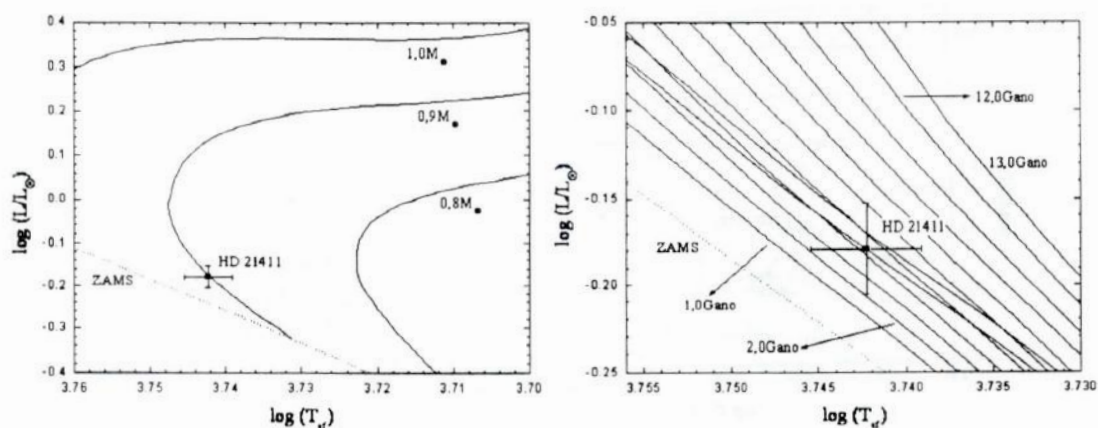


Figura 3.13: Diagramas HR contendo as trajetórias evolutivas (esquerda) e as isócronas (direita) calculadas para  $[Fe/H] = -0,10$  e  $[\alpha/Fe] = 0$ .

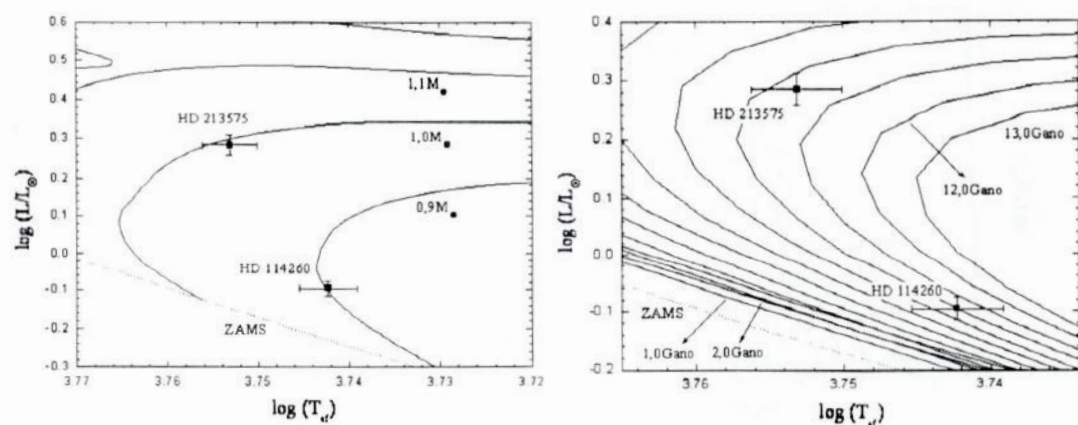


Figura 3.14: Diagramas HR contendo as trajetórias evolutivas (esquerda) e as isócronas (direita) calculadas para  $[Fe/H] = -0,05$  e  $[\alpha/Fe] = 0$ .

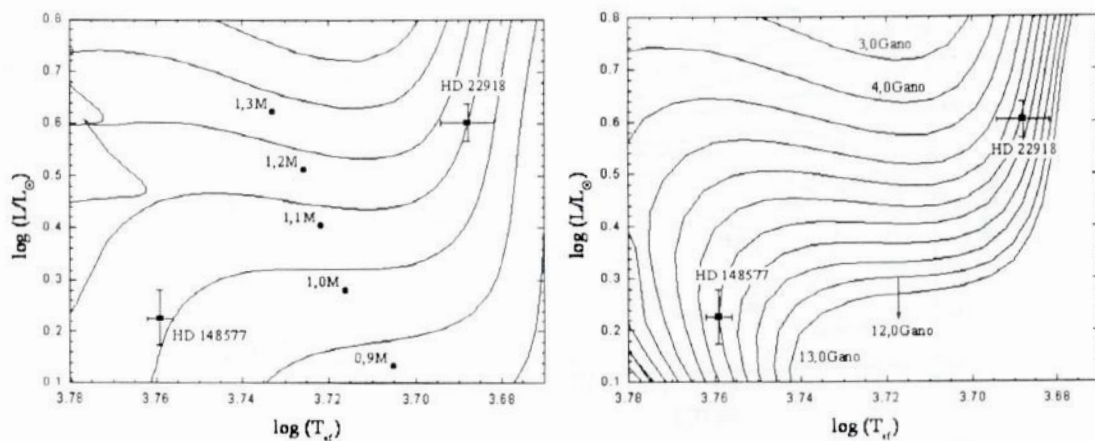


Figura 3.15: Diagramas HR contendo as trajetórias evolutivas (esquerda) e as isócronas (direita) calculadas para  $[Fe/H] = 0,00$  e  $[\alpha/Fe] = 0$ .

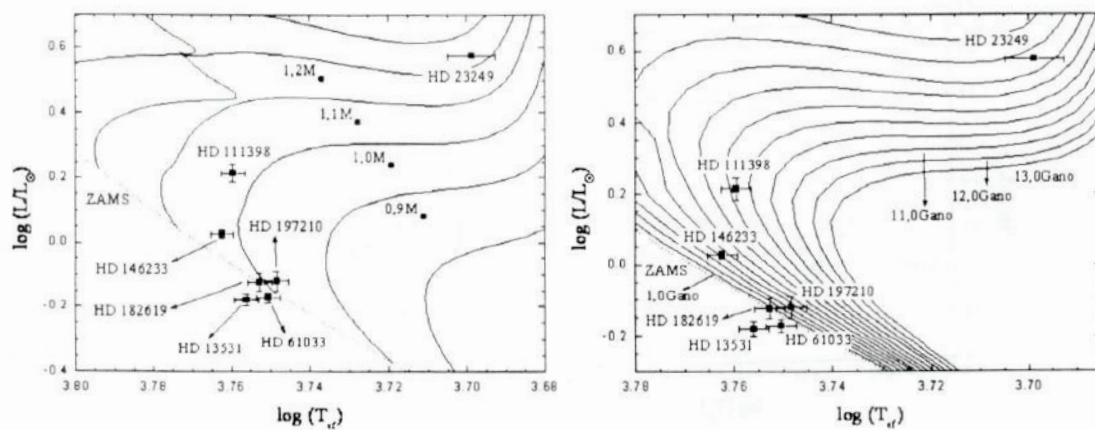


Figura 3.16: Diagramas HR contendo as trajetórias evolutivas (esquerda) e as isócronas (direita) calculadas para  $[Fe/H] = +0,05$  e  $[\alpha/Fe] = 0$ .

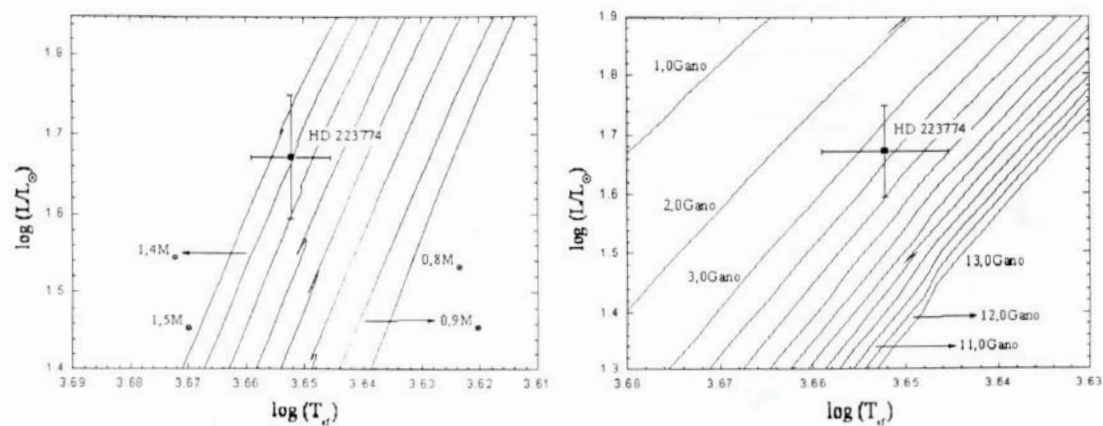


Figura 3.17: Diagramas HR contendo as trajetórias evolutivas (esquerda) e as isócronas (direita) calculadas para  $[Fe/H] = +0,10$  e  $[\alpha/Fe] = 0$ .



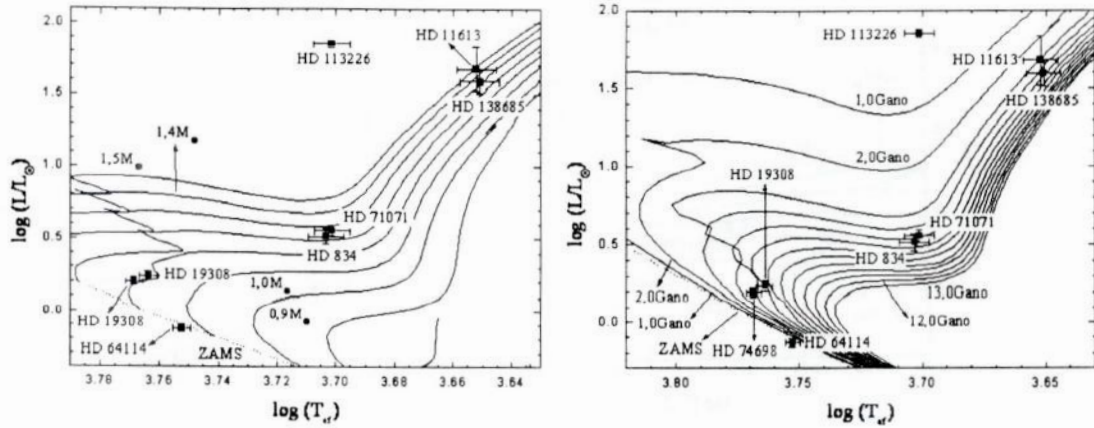


Figura 3.18: Diagramas HR contendo as trajetórias evolutivas (esquerda) e as isócronas (direita) calculadas para  $[Fe/H] = +0,15$  e  $[\alpha/Fe] = 0$ .

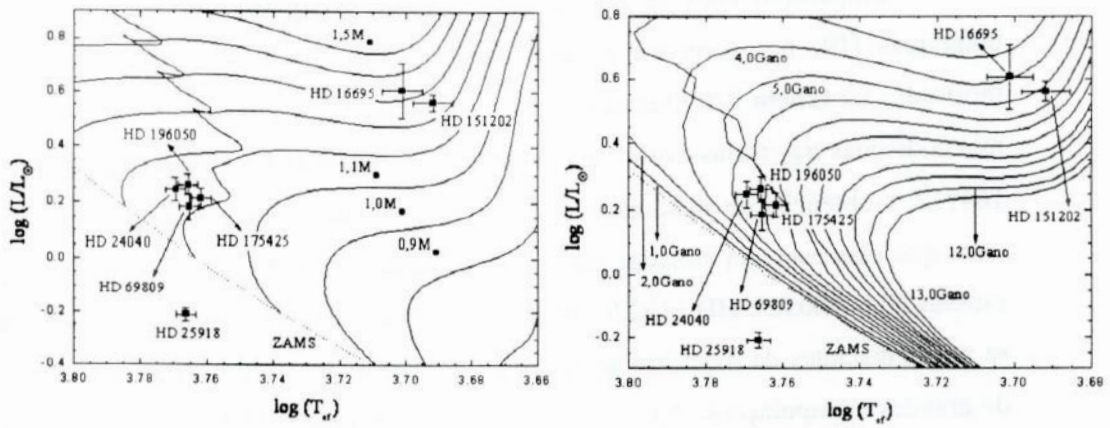


Figura 3.19: Diagramas HR contendo as trajetórias evolutivas (esquerda) e as isócronas (direita) calculadas para  $[Fe/H] = +0,20$  e  $[\alpha/Fe] = 0$ .

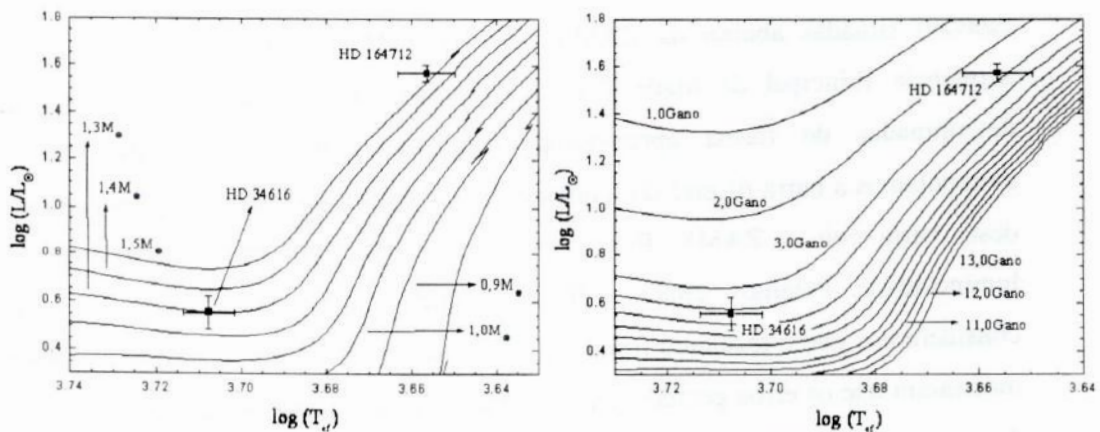
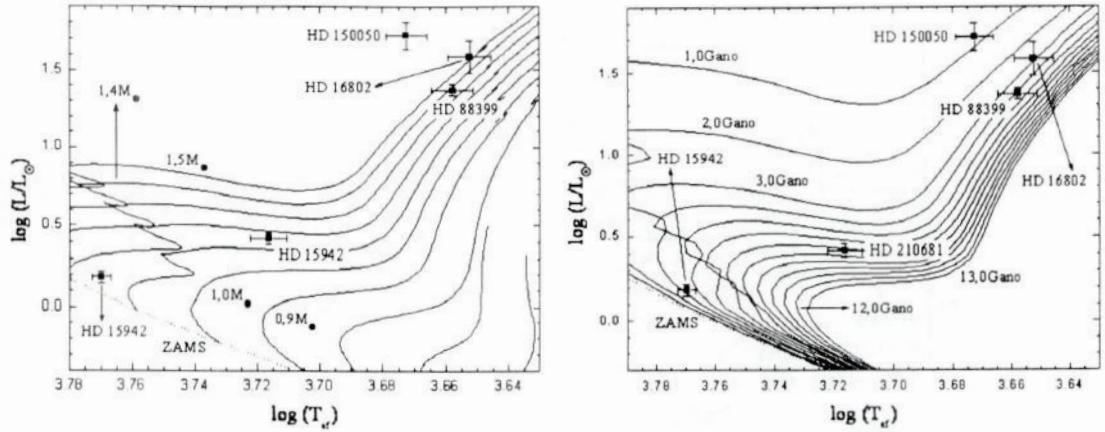


Figura 3.20: Diagramas HR contendo as trajetórias evolutivas (esquerda) e as isócronas (direita) calculadas para  $[Fe/H] = +0,25$  e  $[\alpha/Fe] = 0$ .



**Figura 3.21:** Diagramas HR contendo as trajetórias evolutivas (esquerda) e as isócronas (direita) calculadas para  $[Fe/H] = +0,30$  e  $[\alpha/Fe] = 0$ .

A comparação entre as posições das estrelas com as trajetórias evolutivas, nos diagramas HR, nos forneceu as determinações de suas massas. Os resultados são mostrados na **tabela 3.9**. Quando necessário, fizemos interpolações entre os valores de massa de duas trajetórias evolutivas consecutivas. No caso das estrelas HD 16802 e HD 164712, a obtenção de suas massas só foi possível através de pequenas extrapolações, visto que elas estavam situadas um pouco além da trajetória evolutiva de  $1,5 M_{\odot}$ . As estrelas HD 150050 e HD 113226 (objeto de comparação), por outro lado, encontravam-se muito distantes da trajetória de  $1,5 M_{\odot}$  e as suas massas foram determinadas a partir de grandes extrapolações. Apesar disso, o valor da massa de HD 113226 apresentou um ótimo acordo com as estimativas feitas anteriormente pelo nosso grupo ( $M = 2,89 M_{\odot}$ , de acordo com Smiljanic 2003), fato este que aumentou a nossa confiança nas extrapolações realizadas. As estrelas HD 13531, HD 25918, HD 61033 e HD 64114 estavam situadas abaixo da ZAMS (*Zero Age Main Sequence* ou, em português, Sequência Principal de Idade Zero) e, portanto, as suas massas tiveram que ser determinadas de forma aproximada. Para cada um destas quatro candidatas, extrapolamos a barra de erro da temperatura e obtivemos a massa do ponto de encontro desta barra com a ZAMS. Repetimos este procedimento para a barra de erro da luminosidade. Fizemos, então, a média aritmética entre os dois valores obtidos e consideramos que o resultado fornece a massa da candidata em questão. Diversos testes mostraram que os erros gerados pela realização destas extrapolações são muito menores do que as incertezas formais nas massas determinadas (as quais serão calculadas na **seção 3.4.3**).

**Tabela 3.9:** Massas, gravidades superficiais e idades das estrelas da nossa amostra. A determinação de  $\log g$  será feita na seção 3.4.2.

HD	Estágio	M (M $\odot$ )	$\log g$	Idade (Gano)
13531	ZAMS	1,02	4,60	-
21411	ZAMS	0,90	4,49	1,0 – 6,3
25918	ZAMS	1,09	4,70	-
55720	ZAMS	0,91	4,49	4,5
61033	ZAMS	1,00	4,57	0,0
64114	ZAMS	1,04	4,55	0,0
114260	ZAMS	0,90	4,41	10,0
182619	ZAMS	1,01	4,53	0,1
197210	ZAMS	0,98	4,50	3,3
15942	SG	1,15	4,35	3,2
19308	SG	1,12	4,26	6,1
24040	SG	1,15	4,28	4,4 – 4,8
69809	SG	1,11	4,31	4,8
74698	SG	1,11	4,31	4,8
111398	SG	1,03	4,23	8,3
148577	SG	1,01	4,21	9,0
175425	SG	1,12	4,27	5,5 – 6,0
196050	SG	1,15	4,25	4,8 – 5,6
213575	SG	0,99	4,12	10,3
215028	SG	0,90	4,21	11,0
191053	P	1,07	3,83	8,7
834	PG	1,23	3,78	5,4
16695	PG	1,34	3,72	4,0
22918	PG	1,00	3,54	8,3
23249	PG	1,23	3,70	5,4
34616	PG	1,30	3,78	4,3
71071	PG	1,27	3,75	4,9
151202	PG	1,25	3,70	5,3
210681	PG	1,16	3,90	7,3
11613	G	1,47	2,49	3,1
16802	G	1,53	2,60	2,9
88399	G	1,37	2,79	4,2
138685	G	1,32	2,52	4,7
150050	G	2,30	2,73	1,0
164712	G	1,55	2,64	2,8
223774	G	1,40	2,48	3,7
113226	-	3,10	2,84	-
146233	-	1,02	4,42	4,3

A comparação entre as posições das estrelas com as isócronas, nos diagramas HR, nos forneceu as determinações de suas idades. Os resultados são mostrados na **tabela 3.9**. Quando necessário, fizemos interpolações entre os valores de idade de duas isócronas consecutivas. A estrela de comparação HD 113226 está fora da região compreendida pelo conjunto de isócronas e, portanto, não foi possível determinar a sua idade. A candidata HD 150050 também se encontrava além da região das isócronas. Entretanto, o ponto que representa esta estrela possui barras de erros que a tornam compatível com a isócrona de 1,0 Gano. Logo, atribuímos uma idade de 1,0 Gano para HD 150050.

Novamente, as estrelas HD 13531, HD 25918, HD 61033 e HD 64114 estavam situadas abaixo da ZAMS, que nada mais é do que curva correspondente à isócrona de idade 0,0 Gano. No entanto, os pontos que representam duas delas (HD 61033 e HD 64114) possuem barras de erros que as tornam compatíveis com a ZAMS. Desta forma, atribuímos uma idade de 0,0 Gano para ambas. No caso das estrelas HD 13531 e HD 25918, nem barras de erros de  $2\sigma$  são capazes de tornar os pontos que as representam compatíveis com a ZAMS. Portanto, estas candidatas não tiveram suas idades determinadas através do método das isócronas. Felizmente, as idades das mesmas podem ser obtidas a partir dos seus fluxos cromosféricos absolutos (como veremos na **seção 3.5.1**).

As candidatas HD 21411, HD 24040, HD 175425 e HD 196050 estão localizadas em regiões do diagrama HR nas quais há uma sobreposição de isócronas. Por este motivo, só foi possível determinar os limites inferior e superior para as suas idades.

### **3.4.2 – Cálculo das Gravidades Superficiais**

A gravidade superficial é um parâmetro que também pode nos fornecer informações acerca do estado evolutivo de uma estrela. Quanto maior (menor) for o valor de  $\log g$ , mais jovem (evoluída) será a estrela em questão. Até este momento, consideramos que todas as candidatas de um determinado estágio evolutivo possuíam uma gravidade superficial igual a que caracteriza o mesmo. Apesar de sabermos que esta suposição está incorreta, continuamos a usá-la porque ainda não possuíamos a última grandeza necessária para o cálculo de  $\log g$ : a massa. Uma vez que este problema foi devidamente solucionado na **seção 3.4.1**, estamos aptos a obter as gravidades superficiais das nossas candidatas.

Sabemos que a gravidade superficial de um corpo de massa  $M$  e raio  $R$  é dada por:

$$g = \frac{GM}{R^2} \quad (3.38)$$

A grandeza  $G = 6,673 \times 10^{-11} \text{ cm}^3 \text{ s}^{-2} \text{ g}^{-1}$  é a constante da gravitação universal. A razão entre a gravidade superficial de uma estrela qualquer e a gravidade superficial do Sol será dada, então, por:

$$\frac{g_{\star}}{g_{\odot}} = \left( \frac{M_{\star}}{M_{\odot}} \right) \cdot \left( \frac{R_{\odot}}{R_{\star}} \right)^2 \quad (3.39)$$

Lembrando da definição de temperatura efetiva (temperatura de um corpo negro cujo fluxo bolométrico, ou seja, integrado em  $\lambda$  ou  $\nu$ , é igual ao fluxo bolométrico do objeto observado), podemos dizer que a luminosidade da estrela em questão será dada pela seguinte relação:

$$L_{\star} = 4\pi R_{\star}^2 \cdot F_{bol,\star} = 4\pi R_{\star}^2 \cdot \sigma T_{ef,\star}^4 \quad (3.40)$$

O parâmetro  $F_{bol,\star}$  representa o fluxo bolométrico (energia emitida por unidade de tempo e de área) da estrela. A grandeza  $\sigma = 5,67 \times 10^{-5} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ K}^{-4}$  é a constante de Stefan-Boltzmann.

Portanto, a relação entre os raios do Sol e da estrela é:

$$\frac{L_{\star}}{L_{\odot}} = \left( \frac{R_{\star}}{R_{\odot}} \right)^2 \cdot \left( \frac{T_{ef,\star}}{T_{ef,\odot}} \right)^4 \Rightarrow \left( \frac{R_{\odot}}{R_{\star}} \right)^2 = \left( \frac{L_{\odot}}{L_{\star}} \right) \cdot \left( \frac{T_{ef,\star}}{T_{ef,\odot}} \right)^4 \quad (3.41)$$

Substituindo a equação (3.41) na equação (3.39), obtemos:

$$\frac{g_{\star}}{g_{\odot}} = \left( \frac{M_{\star}}{M_{\odot}} \right) \cdot \left( \frac{L_{\odot}}{L_{\star}} \right) \cdot \left( \frac{T_{ef,\star}}{T_{ef,\odot}} \right)^4 \quad (3.42)$$

Aplicando o logaritmo na **equação (3.42)**, encontramos uma fórmula para calcular a gravidade superficial das nossas candidatas:

$$\log g_{\star} = \log g_{\odot} + \log\left(\frac{M_{\star}}{M_{\odot}}\right) - \log\left(\frac{L_{\star}}{L_{\odot}}\right) + 4\log(T_{ef,\star}) - 4\log(T_{ef,\odot}) \quad (3.43)$$

Lembrando que  $\log g_{\odot} = 4,44$  e  $T_{ef,\odot} = 5780$  K, calculamos os valores de  $\log g$  para todas as estrelas da nossa amostra. Os resultados estão na **tabela 3.9**. Devemos ressaltar que as gravidades superficiais dos objetos de comparação HD 113226 e HD 146233 apresentaram, dentro dos erros que estimaremos na **seção 3.4.3**, um bom acordo com os valores da literatura e com as estimativas feitas em trabalhos anteriores do nosso grupo. Para a primeira estrela, Thévenin et al. (1999) encontram  $\log g = 2,70$  e Smiljanic (2003) obtém  $\log g = 2,85$ . Para a segunda estrela, Porto de Mello & da Silva (1997) determinam que  $\log g = 4,49$  e da Silva (2000) deriva um valor médio de  $\log g = 4,53$ .

### 3.4.3 – Incertezas nos Parâmetros Evolutivos

As massas das estrelas foram obtidas a partir de suas luminosidades, temperaturas efetivas e metalicidades (**seção 3.4.1**). Portanto, os erros destas três grandezas devem constituir as principais fontes de incerteza nos valores de  $M$ . Uma rápida análise da **tabela 3.8** revela que os erros nas luminosidades e nas temperaturas efetivas variam consideravelmente de um estágio evolutivo para outro, fato este que se refletirá nas incertezas das massas estelares. Desta forma, selecionamos, em cada estágio evolutivo, uma candidata com parâmetros atmosféricos e evolutivos similares àqueles que caracterizam o Sol no respectivo estágio. As estrelas escolhidas foram: HD 61033 (ZAMS), HD 148577 (SG), HD 22918 (PG) e HD 138685 (G). Como a candidata HD 191053 representava o Sol P de forma apenas razoável, decidimos que a incerteza na sua massa seria dada pelo valor obtido no estágio PG.

Variamos, então, todas as temperaturas efetivas (os outros parâmetros não foram alterados) destas quatro estrelas em  $1\sigma$  (40 K, no caso de HD 61033 e HD 148577, e 70 K, no caso de HD 22918 e HD 138685) e obtivemos novas massas para as mesmas (seguindo os mesmos procedimentos descritos na **seção 3.4.1**). Em seguida, calculamos as diferenças entre os novos valores de  $M$  e os que são apresentados na **tabela 3.9**.

Repetimos estes procedimentos para variações de  $1\sigma$  nos valores de luminosidade e metalicidade (lembrando que os erros na primeira grandeza são dados na **tabela 3.8** e a incerteza em  $[Fe/H]$  é de 0,1). Fazendo uma composição quadrática das quatro diferenças obtidas (novamente, supondo a independência entre os parâmetros considerados), determinamos o erro externo total na massa:

$$\sigma_M = \sqrt{\left(\Delta_{T_{\text{eff}}}^M\right)^2 + \left(\Delta_{\log(L/L_{\odot})}^M\right)^2 + \left(\Delta_{[Fe/H]}^M\right)^2} \quad (3.44)$$

O termo  $\Delta_X^M$  representa a alteração que é causada no valor final da massa em decorrência da variação de  $1\sigma$  no valor da grandeza X. A **equação (3.44)** forneceu os seguintes resultados:

$$\sigma_M^{ZAMS} \cong 0,02M_{\odot} \quad ; \quad \sigma_M^{SG} \cong 0,04M_{\odot} \quad ; \quad \sigma_M^{P.PG} \cong 0,06M_{\odot} \quad ; \quad \sigma_M^G \cong 0,35M_{\odot} \quad (3.45)$$

As idades das estrelas também foram determinadas a partir de suas luminosidades, temperaturas efetivas e metalicidades (**seção 3.4.1**). Portanto, obtivemos as incertezas nas idades através de um procedimento idêntico ao que foi utilizado no cálculo dos erros das massas. Uma relação análoga à **equação (3.44)** nos deu os seguintes resultados:

$$\sigma_{Idade}^{ZAMS} \cong 2,8Gano \quad ; \quad \sigma_{Idade}^{SG} \cong 1,0Gano \quad ; \quad \sigma_{Idade}^{P.PG} \cong 2,2Gano \quad ; \quad \sigma_{Idade}^G \cong 2,2Gano \quad (3.46)$$

Por fim, a **equação (3.43)** nos mostra que as incertezas nas gravidades superficiais das estrelas estão relacionadas com os erros nas suas luminosidades, temperaturas efetivas e massas (**seção 3.4.2**). Como os erros destes três parâmetros apresentam variações consideráveis de um estágio evolutivo para outro, este fato será refletido nas incertezas das gravidades superficiais das estrelas. Por uma questão de consistência, decidimos estimar os erros em  $\log g$  utilizando as mesmas estrelas selecionadas para o cálculo de  $\sigma_M$ . Novamente, consideraremos que a incerteza determinada para o estágio PG é válida para a candidata HD 191053.

Variamos, então, todas as temperaturas efetivas (os outros parâmetros não foram alterados) das quatro estrelas em  $1\sigma$  (40 K, no caso de HD 61033 e HD 148577, e 70 K, no caso de HD 22918 e HD 138685) e obtivemos novas gravidades superficiais para as mesmas (através da **equação 3.43**). Em seguida, calculamos as diferenças entre os

novos valores de  $\log g$  e os que são apresentados na **tabela 3.9**. Repetimos estes procedimentos para variações de  $1\sigma$  nos valores de luminosidade e massa (lembrando que os erros nestas grandezas são dados, respectivamente, pela **tabela 3.8** e pela **relação 3.45**). Fazendo uma composição quadrática das quatro diferenças obtidas (novamente, supondo a independência entre os parâmetros considerados), determinamos o erro externo total na gravidade superficial:

$$\sigma_{\log g} = \sqrt{\left(\Delta_{T_{\text{ef}}}^{\log g}\right)^2 + \left(\Delta_{\log(L/L_{\odot})}^{\log g}\right)^2 + \left(\Delta_M^{\log g}\right)^2} \quad (3.47)$$

O termo  $\Delta_X^{\log g}$  representa a alteração que é causada no valor final da gravidade superficial em decorrência da variação de  $1\sigma$  no valor da grandeza X. A **equação (3.47)** forneceu os seguintes resultados:

$$\sigma_{\log g}^{\text{ZAMS}} \cong 0,02 \quad ; \quad \sigma_{\log g}^{\text{SG}} \cong 0,06 \quad ; \quad \sigma_{\log g}^{\text{P,PG}} \cong 0,05 \quad ; \quad \sigma_{\log g}^{\text{G}} \cong 0,14 \quad (3.48)$$

A **relação (3.48)** fornece as incertezas formais nos valores de  $\log g$ , as quais adotaremos daqui por diante.

Deveríamos, agora, retornar ao início da **seção 3.2.3** e, utilizando os parâmetros atmosféricos e evolutivos derivados para as candidatas nas seções subseqüentes, refazer todos os procedimentos descritos até aqui. Obteríamos, assim, um novo conjunto de parâmetros para as mesmas e repetiríamos este processo iterativo até que fosse atingida a convergência (a qual ocorre quando os parâmetros encontrados são iguais, dentro de um determinado erro, aos que foram fornecidos no início da análise). Infelizmente, a realização deste refinamento é inviável diante do tempo de duração previsto para este projeto. Este fato, no entanto, não tornou os nossos resultados menos confiáveis, visto que a diferença média entre os valores de  $\log g$  da **tabela 3.9** e aqueles que foram inicialmente fornecidos para o programa GETSTAR (dados nas **tabelas 3.2** e **3.3**) é menor do que 0,10 (valor utilizado por este programa para verificar a convergência de  $\log g$ ).



### 3.5 – Análise do Nível de Atividade Cromosférica

#### 3.5.1 – Cálculo do Fluxo Cromosférico

A cromosfera é uma região da atmosfera solar situada logo acima da fotosfera e cuja espessura é de, aproximadamente, 10.000 km. Além disso, ela possui uma densidade muito baixa (cerca de  $10^{-4}$  vezes a densidade da fotosfera), o que faz com que a intensidade da radiação proveniente da mesma seja dez mil vezes menor do que a que recebemos da fotosfera. Desta forma, a cromosfera fica visível somente em um curto intervalo de tempo durante a ocorrência de um eclipse solar. Vemos, então, um anel de coloração avermelhada, a qual resulta de uma forte emissão em H $\alpha$ .

Todas estas características fazem com que o espectro da cromosfera solar seja bastante diferente do espectro da fotosfera. As linhas são observadas em emissão, em contraste com um contínuo quase nulo, e apresentam perfis de alargamento Doppler térmico compatíveis com temperaturas que variam entre 6000 K e 10000 K. Alguns exemplos de estruturas espectrais que podem ser identificadas no espectro da cromosfera são as linhas H e K do Ca II, as linhas da série de Balmer, as linhas D1 e D2 do Na I (respectivamente, em 5895,924 Å e 5889,950 Å) e diversas outras do Mg, Fe, Cr e Si. Todas estas linhas, por outro lado, são vistas em absorção no espectro da fotosfera. Como a intensidade da radiação desta última é muito maior do que a da cromosfera, o resultado da sobreposição dos espectros fotosférico e cromosférico será a adição de uma pequena quantidade de fluxo no centro dos perfis de absorção.

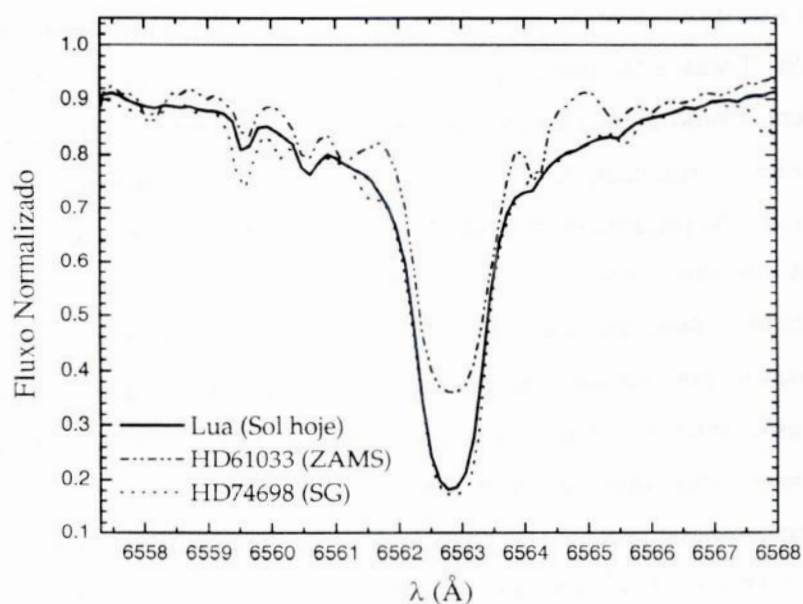
A emissão cromosférica está intimamente ligada ao fato de a cromosfera possuir temperaturas mais elevadas do que a fotosfera. A compreensão dos mecanismos responsáveis por este aquecimento da cromosfera, no entanto, ainda não está completa. Para este trabalho, basta sabermos que a dissipação da energia das ondas eletromagnéticas que se propagam na cromosfera parece ter uma importante contribuição neste processo de aquecimento. De acordo com o Modelo Dínamo<sup>18</sup>, uma estrela jovem possuirá uma alta taxa de rotação e, conseqüentemente, a eficiência da conversão de energia magnética em energia radiativa ou térmica será maior na sua

---

<sup>18</sup> O Modelo Dínamo não será explicado aqui, uma vez que uma discussão completa a respeito do mesmo foge aos objetivos deste trabalho. Maiores detalhes podem ser encontrados em Parker (1955) e Rosner & Weiss (1992).

cromosfera. Este último fato faz com que a frequência dos fenômenos que caracterizam a atividade cromosférica (por exemplo, espículas, protuberâncias e *flares*) aumente. Haverá, portanto, uma maior dissipação de energia e um aquecimento bastante intenso da cromosfera da estrela em questão. O resultado final será um aumento da emissão cromosférica.

Uma outra importante consequência do elevado nível de atividade cromosférica é a intensificação do vento estelar, que pode ser definido como um fluxo contínuo de partículas ionizadas que escapam da coroa da estrela para o meio interplanetário. Estas partículas carregam consigo momento angular, produzindo um pequeno torque que é responsável pela diminuição da taxa de rotação da estrela. Conseqüentemente, a dissipação de energia na cromosfera da mesma passará a ser menos eficiente e o nível de atividade cromosférica será reduzido. O efeito observável, em uma escala de tempo de bilhões de anos, será uma queda contínua da atividade cromosférica com a idade. Na ausência de qualquer outro mecanismo, portanto, esperamos que as estrelas jovens (evoluídas), com altas (baixas) taxas de rotação, apresentem um nível elevado (reduzido) de atividade cromosférica.



**Figura 3.22:** Comparação entre os espectros da Lua (representando o Sol hoje), HD 61033 (candidata ZAMS) e HD 74698 (candidata SG). Podemos ver que o preenchimento cromosférico no centro da linha Ha constitui um bom indicador de idade.

Com base na discussão anterior, vemos que o grau de preenchimento cromosférico no centro da linha H $\alpha$  pode ser utilizado como um importante indicador da idade da estrela. Portanto, a nossa expectativa é de que uma candidata ZAMS apresente um preenchimento cromosférico bem maior do que aquele que é observado no Sol. Por outro lado, esperamos que uma candidata SG possua um preenchimento cromosférico compatível ou menor do que o solar. Esta situação é mostrada na **figura 3.22**.

Para obtermos os fluxos cromosféricos absolutos médios (ou seja, em unidades de  $erg\ cm^{-2}\ s^{-1}$ ), devemos, primeiramente, calcular o fluxo absoluto total no centro da linha H $\alpha$  e, em seguida, subtrair a contribuição fotosférica para este último. Seguindo o procedimento descrito, em maiores detalhes, por Lyra & Porto de Mello (2005), calculamos o fluxo absoluto total no centro de H $\alpha$  ( $F_{H\alpha}$ ) através da seguinte relação:

$$F_{H\alpha} = \frac{f_{1,7}}{f_{50}} F(50)50 \quad (3.49)$$

As grandezas  $f_{1,7}$  e  $f_{50}$  representam, respectivamente, os fluxos normalizados numa região de 1,7 Å em torno do centro de H $\alpha$  ( $\lambda_c = 6562,808\ \text{Å}$ ) e na chamada banda de Willstrop (6550 Å – 6600 Å). Ambas foram medidas através da tarefa *bplot* do IRAF. O valor 50 representa a extensão (em Å) da banda de Willstrop. Por fim,  $F(50)$  representa o fluxo médio na superfície da estrela, medido numa região dos nossos espectros equivalente à banda de Willstrop e expresso em unidades de  $erg\ cm^{-2}\ s^{-1}\ \text{Å}^{-1}$ . Esta grandeza foi determinada através da seguinte expressão (Pasquini e Pallavicini 1991):

$$\log F(50) = -1,4430(V - R) + 7,602 \quad (3.50)$$

A dispersão obtida com este ajuste foi  $\sigma = 0,038$ , a qual corresponde a um erro de, aproximadamente, 9% nos valores de  $F(50)$ . O índice de cor ( $V - R$ ), por sua vez, foi determinado através das temperaturas efetivas médias apresentadas na **tabela 3.6** (ou na **tabela 3.5**, para os casos da Lua e de HD 146233) e da calibração fotométrica (válida no intervalo  $5000\ K \leq T_{ef} \leq 6500\ K$ ) de Lyra & Porto de Mello (2005):

$$T_{ef} = 8465 - 5005(V - R) \quad (3.51)$$

O fluxo fotosférico absoluto ( $F_{fot}$ ) no centro de H $\alpha$  foi calculado através do seguinte polinômio (Lyra 2003):

$$\begin{aligned}
F_{\text{tot}} \left(10^5 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}\right) &= 37,06 + 0,02(T_{\text{ef}} - 5500) + (3,65 \times 10^{-6})(T_{\text{ef}} - 5500)^2 + \\
&+ (-9,37 \times 10^{-10})(T_{\text{ef}} - 5500)^3 + (-5,05 \times 10^{-12})(T_{\text{ef}} - 5500)^4 + \\
&+ (2,22 \times 10^{-15})(T_{\text{ef}} - 5500)^5 + (2,51 \times 10^{-17})(T_{\text{ef}} - 5500)^6
\end{aligned} \quad (3.52)$$

Novamente, utilizamos as temperaturas efetivas médias apresentadas na **tabela 3.6**. Como dissemos logo acima, o fluxo cromosférico absoluto médio ( $F_{\text{crom}}$ ) resulta da subtração da contribuição fotosférica do fluxo absoluto total no centro de H $\alpha$ . Portanto, fizemos:

$$F_{\text{crom}} = F_{\text{H}\alpha} - F_{\text{tot}} \quad (3.53)$$

Com o objetivo de simplificar a análise dos resultados, calculamos, também, os valores de fluxo cromosférico relativo ( $F_{\text{rel}}$ ). Esta grandeza é definida pela razão entre o valor de  $F_{\text{crom}}$  e o valor médio obtido para esta grandeza no caso do Sol (a partir do espectro da Lua):

$$F_{\text{rel}} = \frac{F_{\text{crom}}}{(F_{\text{crom}}^{\odot})_{\text{médio}}} = \frac{F_{\text{crom}} \left(\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}\right)}{3,56 \times 10^5 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}} \quad (3.54)$$

Fazendo todos os cálculos descritos anteriormente para a Lua e HD 146233, obtivemos os resultados apresentados na **tabela 3.10**.

**Tabela 3.10:** Valores absolutos dos fluxos total ( $F_{\text{H}\alpha}$ ), fotosférico ( $F_{\text{tot}}$ ) e cromosférico ( $F_{\text{crom}}$ ) para o centro da linha H $\alpha$  nos espectros da Lua e de HD 146233. As temperaturas efetivas médias (ver **tabela 3.5**) usadas nos cálculos também são mostradas. O fluxo cromosférico relativo ( $F_{\text{rel}}$ ) fornece a razão entre os valores de  $F_{\text{crom}}$  e o valor médio obtido para esta grandeza no caso do Sol ( $3,56 \times 10^5 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ ). As idades destes objetos serão calculadas através da **equação (3.56)**, apresentada na **seção 3.5.2**.

Objeto	$T_{\text{ef}}$ (K)	$F_{\text{H}\alpha}$ ( $10^5 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ )	$F_{\text{tot}}$ ( $10^5 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ )	$F_{\text{crom}}$ ( $10^5 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ )	$F_{\text{rel}}$	Idade (Gano)
Lua	5763	46,05	42,54	3,52	0,99	4,2
		46,13	42,54	3,60	1,01	4,0
HD 146233	5785	46,03	43,01	3,01	0,85	6,3

Os valores do fluxo cromosférico absoluto apresentam um excelente acordo com aqueles determinados por Lyra & Porto de Mello (2005) a partir de espectros distintos destes objetos. Além disso, devemos ressaltar a elevada consistência interna entre as duas determinações de  $F_{\text{crom}}$  obtidas, de forma independente, para o Sol.

Fazendo todos os cálculos descritos anteriormente para as nossas candidatas, obtivemos os resultados apresentados na **tabela 3.11**. Podemos notar que apenas duas candidatas ZAMS (HD 13531 e HD 61033) apresentam níveis de atividade cromosférica compatíveis com os de estrelas jovens e ativas (ou seja,  $F_{\text{rel}}$  da ordem de que 5,00). Além disso, vemos que HD 215028 é a única candidata SG que não possui um grau de atividade característico de uma estrela evoluída e inativa (ou seja,  $F_{\text{rel}}$  da ordem ou menor do que 1,00). Esta estrela torna-se ainda mais intrigante se lembrarmos que o valor de sua  $T_{\text{ef}}^{\text{rot}}$ , foi, provavelmente, subestimado. Como pode ser visto na **equação (3.27)**, um aumento desta grandeza faz com que a  $T_{\text{ef}}^{\text{média}}$  sofra um pequeno crescimento. Uma análise das **equações (3.50) à (3.53)** revela que o resultado deste crescimento é uma elevação no valor de  $F_{\text{crom}}$ . Vemos, portanto, que HD 215028 deve ser uma subgigante consideravelmente mais ativa do que o Sol. Com base na análise anterior e na discussão feita após a **equação 3.25**, podemos afirmar que o nível de atividade cromosférica de HD 25918 também deve ter sido subestimado.

De acordo com Lyra & Porto de Mello (2005), o método descrito anteriormente determina fluxos cromosféricos absolutos no centro da linha H $\alpha$  com a seguinte incerteza média:

$$\sigma(F_{\text{crom}}) = 0,45 \times 10^5 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \quad (3.55)$$

Comparando este resultado com os valores de  $F_{\text{crom}}$  da **tabela 3.11**, concluímos que as incertezas relativas mínima e máxima são, respectivamente, 3% e 20%. Para o Sol, por exemplo, a incerteza relativa no fluxo cromosférico absoluto é de ~13%. Em virtude dos valores moderados dos erros, decidimos caracterizar as candidatas HD 15942, HD 55720, HD 74698 e HD 114260 pelas médias aritméticas entre os dois valores de  $F_{\text{crom}}$  obtidos, de forma independente, para as mesmas.

**Tabela 3.11:** Valores absolutos dos fluxos total ( $F_{\text{H}\alpha}$ ), fotosférico ( $F_{\text{fot}}$ ) e cromosférico ( $F_{\text{crom}}$ ) para o centro da linha H $\alpha$  nos espectros das nossas candidatas. As temperaturas efetivas médias (ver **tabela 3.6**) usadas nos cálculos também são mostradas. O fluxo cromosférico relativo ( $F_{\text{rel}}$ ) fornece a razão entre os valores de  $F_{\text{crom}}$  e o valor médio obtido para esta grandeza no caso do Sol ( $3,56 \times 10^5 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ ). As idades das candidatas ZAMS foram calculadas através da **relação (3.56)**, apresentada na **seção 3.5.2**.

HD	Estágio	$T_{\text{ef}}$ (K)	$F_{\text{H}\alpha}$ ( $10^5 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ )	$F_{\text{fot}}$ ( $10^5 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ )	$F_{\text{crom}}$ ( $10^5 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ )	$F_{\text{rel}}$	Idade (Gano)
13531	ZAMS	5701	52,36	41,22	11,14	3,13	0,22
21411	ZAMS	5525	43,48	37,56	5,91	1,66	1,11
25918	ZAMS	5838	49,88	44,19	5,69	1,60	1,23
55720	ZAMS	5592	43,14	38,93	4,20	1,18	2,67
			42,65	38,93	3,71	1,04	3,67
61033	ZAMS	5629	55,31	39,70	15,61	4,38	0,09
64114	ZAMS	5656	43,22	40,27	2,95	0,83	6,62
114260	ZAMS	5524	41,62	37,54	4,08	1,15	2,88
			41,77	37,54	4,24	1,19	2,62
182619	ZAMS	5658	45,31	40,30	5,01	1,41	1,70
197210	ZAMS	5602	44,41	39,13	5,28	1,48	1,49
15942	SG	5886	49,08	45,27	3,81	1,07	-
			49,88	45,27	4,61	1,30	-
19308	SG	5804	46,55	43,44	3,11	0,87	-
24040	SG	5879	49,70	45,10	4,60	1,29	-
69809	SG	5825	47,71	43,90	3,80	1,07	-
74698	SG	5870	47,11	44,89	2,22	0,62	-
			47,95	44,89	3,06	0,86	-
111398	SG	5748	45,11	42,22	2,89	0,81	-
148577	SG	5743	45,94	42,11	3,82	1,07	-
175425	SG	5777	46,25	42,85	3,40	0,95	-
196050	SG	5829	47,06	43,98	3,08	0,87	-
213575	SG	5664	43,36	40,43	2,93	0,82	-
215028	SG	5828	51,99	43,97	8,03	2,25	-

Por fim, vale lembrar que somente as candidatas aos estágios ZAMS e SG apresentam valores de  $F_{\text{crom}}$ . Como já foi dito na **seção 2.1.2**, a distinção entre os níveis de atividade cromosférica de estrelas em estágios evolutivos posteriores ao do Sol SG é bastante complicada. Este fato pode, agora, ser melhor entendido a partir da **figura 3.22**. Vemos que o centro da linha H $\alpha$  tem, praticamente, a mesma profundidade nos

espectros da Lua e de HD 74698, a qual ainda é uma candidata SG. Como este decréscimo da atividade cromosférica com a idade torna-se cada vez menos acentuado, o preenchimento cromosférico em H $\alpha$  nos espectros das candidatas P, PG e G será praticamente igual ao que é observado nos espectros das candidatas SG. Portanto, esta linha espectral não é capaz de realizar um bom discernimento entre os níveis de atividade das candidatas mais evoluídas, não constituindo um bom indicador de idade para as mesmas.

### 3.5.2 – Cálculo das Idades para o Estágio ZAMS

Na seção anterior, insistimos bastante no fato de que o fluxo cromosférico absoluto no centro da linha H $\alpha$  é um bom indicador de idade para as estrelas que estão na Sequência Principal. Lyra & Porto de Mello (2005) estudaram detalhadamente a relação entre estas duas grandezas e obtiveram a seguinte calibração:

$$\log F_{\text{crom}} = 9,30 - 0,39 \log(\text{Idade}) \quad (3.56)$$

A equação (3.56) trabalha com idades em unidades de Gano e é válida para  $\log g \geq 4,20$  (ou seja, para estrelas pouco evoluídas). Desta forma, utilizamos a mesma somente no cálculo das idades das candidatas ao estágio ZAMS. Os resultados são apresentados na última coluna da **tabela 3.11**. As idades das demais estrelas (assim como as idades de algumas das candidatas ZAMS) já foram determinadas na **seção 3.4.1** através do método das isócronas.

As estrelas HD 55720 e HD 114260 foram observadas em duas ocasiões distintas e possuem duas determinações independentes de idades. Decidimos, então, utilizá-las para fazer uma estimativa da incerteza nos nossos resultados. Primeiramente, calculamos o módulo da diferença entre os dois valores de idade para cada uma das candidatas. Em seguida, fizemos a média entre as duas diferenças obtidas e encontramos:

$$\sigma_{\text{idade crom}} = 0,6 \text{ Gano} \quad (3.57)$$

Analisando a **tabela 3.10**, vemos que a idade média do Sol (calculada a partir dos dois espectros da Lua) apresenta um ótimo acordo, dentro de  $1\sigma$ , com o valor atualmente aceito de 4,50 Gano.

Observamos, entretanto, que a **relação (3.57)** foi derivada a partir de estrelas com idades em torno de 3,0 Gano. Como a calibração de Lyra & Porto de Mello (2005) é capaz de realizar um melhor discernimento entre os níveis de atividade cromosférica de estrelas bem mais jovens e ativas, concluímos que o erro nas idades das mesmas deveria ser consideravelmente menor do que 0,6 Gano. Uma análise cuidadosa da **equação (3.56)** nos mostrou que os erros nas idades de estrelas com, aproximadamente, 0,1 Gano é dado por:

$$\sigma_{idade\ crom.} = 0,04 Gano \quad (3.58)$$

A **relação (3.46)** nos mostra que as idades determinadas através do método das isócronas apresentam incertezas maiores do que as idades obtidas a partir do fluxo cromosférico absoluto (**equações 3.57 e 3.58**). No caso do estágio ZAMS, mais especificamente, o erro nas primeiras é dezenas de vezes maior do que o erro nas últimas. Desta forma, decidimos caracterizar as candidatas deste estágio evolutivo somente pelas idades da **tabela 3.11**, descartando aquelas que são apresentadas na **tabela 3.9**. Para as estrelas dos outros estágios evolutivos, não pudemos tomar a mesma atitude, visto que elas possuíam apenas as idades determinadas a partir das isócronas.

### 3.6 – Parâmetros Cinemáticos

Os modelos de evolução dinâmica da Galáxia mostram que a dispersão das velocidades orbitais das estrelas jovens na vizinhança galáctica, em relação aos valores médios que caracterizam a região de formação das mesmas, é muito baixa. Além disso, as órbitas destas estrelas apresentam, em geral, uma excentricidade muito pequena. À medida que estas estrelas evoluem, as suas órbitas vão sofrendo perturbações em decorrência de eventuais interações gravitacionais com outras estrelas ou nuvens moleculares gigantes. Deste modo, as excentricidades de suas órbitas podem se tornar mais elevadas e a dispersão nas velocidades orbitais das estrelas sofrem um aumento considerável (em princípio, preservando os valores médios iniciais). Em uma escala de tempo de alguns bilhões de anos, o efeito acumulado destas perturbações faz com que as



órbitas destas estrelas sejam, em geral, significativamente alteradas. Mais especificamente, podemos observar excentricidades maiores e dispersões de velocidades bastante altas (agora, o reconhecimento dos valores médios iniciais já é mais difícil). Vemos, portanto, que a obtenção de informações a respeito das características das órbitas das nossas candidatas pode ser muito útil para o discernimento entre os estados evolutivos das mesmas.

Decidimos, então, derivar os parâmetros cinemáticos de todas as estrelas da nossa amostra. Neste trabalho, nos restringimos apenas ao cálculo das componentes U, V e W da velocidade espacial de cada candidata. Estas componentes fornecem, respectivamente, a velocidade na direção do centro galáctico, a velocidade na direção da rotação da Galáxia e a velocidade na direção do pólo norte galáctico. Em geral, estes parâmetros são calculados em dois sistemas de referência distintos: em um deles o Sol é a origem, ao passo que no outro ela se encontra no chamado Padrão Local de Repouso (PLR), obtido ao obrigarmos que a média vetorial das velocidades espaciais de uma amostra estatisticamente significativa de estrelas da vizinhança galáctica (inclusive o Sol) seja nula. Aqui, usaremos o sistema cuja origem encontra-se no PLR. O Sol possui componentes (U,V,W) não nulas nesse sistema.

Utilizando um programa cedido pelo Dr. Eduardo del Peloso (Observatório Nacional, Rio de Janeiro), obtivemos as componentes U, V e W das velocidades espaciais de nossas estrelas. Os resultados são apresentados na **tabela 3.12**. O programa baseia-se em equações retiradas de Woolley et al. (1970) e necessita dos seguintes dados de entrada: coordenadas equatoriais ( $\alpha$  e  $\delta$ ), paralaxe ( $\pi$ ), velocidade radial heliocêntrica ( $v_{hel}$ ) e movimentos próprios em  $\alpha$  e  $\delta$  (respectivamente,  $\mu_\alpha$  e  $\mu_\delta$ ). As três primeiras grandezas são dadas na **tabela 1.4**, ao passo que as velocidades radiais heliocêntricas são apresentadas na **tabela 2.4**. Os movimentos próprios, por fim, podem ser vistos na **tabela 3.12**.

**Tabela 3.12:** Movimentos próprios e parâmetros cinemáticos das nossas estrelas. Os valores de  $\mu_\alpha$  e  $\mu_\delta$ , assim como seus respectivos erros (que, apesar de não serem mostrados na tabela, são necessários para os cálculos de U, V e W), foram retirados da base de dados astronômicos *SIMBAD*. Os cálculos de U, V, W e  $V_{\text{esp}}$  são descritos no texto. Para efeito de comparação, os parâmetros cinemáticos do Sol, no referencial com origem no PLR, são:  $U = 10,0 \pm 0,4$  km/s,  $V = 5,3 \pm 0,6$  km/s,  $W = 7,2 \pm 0,4$  km/s e  $V_{\text{esp}} = 13,4 \pm 0,3$  km/s (Denhen & Binney 1998).

HD	Estágio	$\mu_\alpha$ ("/ano)	$\mu_\delta$ ("/ano)	$U \pm \sigma$ (km/s)	$V \pm \sigma$ (km/s)	$W \pm \sigma$ (km/s)	$V_{\text{esp}} \pm \sigma$ (km/s)
13531	ZAMS	0,05811	0,05811	0,8±1,5	1,4±1,4	-4,2±0,8	4,5±0,9
21411	ZAMS	0,21741	0,21741	-36,6±1,6	0,8±1,0	9,9±1,8	38,0±1,6
25918	ZAMS	-0,29848	-0,29848	49,5±1,9	-2,6±1,1	-23,8±1,4	55,0±1,8
55720	ZAMS	-0,00597	-0,00597	-104,8±1,7	-73,2±2,0	18,6±0,9	129,2±1,8
61033	ZAMS	-0,03489	-0,03489	-26,0±0,8	-1,8±2,0	18,2±0,7	31,8±0,8
64114	ZAMS	-0,06846	-0,06846	-13,1±1,4	-49,3±1,7	-6,7±0,8	51,4±1,7
114260	ZAMS	0,13568	0,13568	34,4±1,2	-6,1±1,4	-31,5±1,6	47,0±1,4
182619	ZAMS	0,13498	0,13498	16,9±1,2	11,2±1,8	-16,1±0,9	25,9±1,2
197210	ZAMS	-0,06144	-0,06144	28,1±1,5	-13,5±1,5	2,2±1,0	31,3±1,5
15942	SG	0,18142	0,18142	-33,4±1,7	-14,7±1,5	-6,0±1,5	37,0±1,6
19308	SG	0,24022	0,24022	-40,1±2,0	-31,5±2,4	-19,6±0,9	54,6±2,0
24040	SG	0,11424	0,11424	20,4±1,8	-53,0±2,9	-8,5±1,4	57,4±2,7
69809	SG	0,03538	0,03538	-0,8±1,6	1,8±1,1	23,6±1,1	23,7±1,1
74698	SG	0,10519	0,10519	14,0±0,7	-37,0±1,9	9,1±1,1	40,6±1,8
111398	SG	0,23482	0,23482	56,5±1,7	5,8±0,8	6,2±2,0	57,1±1,7
148577	SG	0,08171	0,08171	87,4±2,2	-31,8±2,3	-21,7±3,4	95,5±2,3
175425	SG	-0,04576	-0,04576	6,4±1,2	-64,4±1,9	-11,2±0,7	65,7±1,9
196050	SG	-0,19097	-0,19097	63,2±1,8	-30,5±1,2	-11,1±2,0	71,1±1,7
213575	SG	0,29149	0,29149	-40,4±1,5	-13,8±1,3	1,4±1,8	42,7±1,5
215028	SG	0,27720	0,27720	-48,6±4,0	-25,8±4,9	22,9±1,2	59,6±3,9
191053	P	0,00896	0,00896	-34,8±1,8	-38,8±3,5	22,4±1,4	56,7±2,7
834	PG	0,26783	0,26783	-71,1±5,8	1,8±0,8	-4,2±2,2	71,3±5,8
16695	PG	-0,01872	-0,01872	13,9±2,3	-3,8±1,5	-20,0±2,2	24,6±2,2
22918	PG	0,37409	0,37409	-29,6±1,6	-86,4±3,6	9,0±1,8	91,8±3,5
23249	PG	-0,09171	-0,09171	-3,8±1,4	31,9±0,8	19,6±1,5	37,7±1,0
34616	PG	-0,09779	-0,09779	-8,1±1,5	12,4±2,1	-21,4±1,9	26,1±1,9
71071	PG	-0,11776	-0,11776	-16,6±1,4	-7,7±1,6	-10,3±1,3	21,0±1,4
151202	PG	-0,16481	-0,16481	-10,4±1,2	-36,9±1,6	13,6±1,7	40,7±1,6
210681	PG	0,16784	0,16784	11,7±2,6	-50,2±2,4	21,1±1,1	55,7±2,3
11613	G	0,04419	0,04419	-20,6±3,2	0,0±5,8	-30,4±5,1	36,8±4,6
16802	G	-0,02596	-0,02596	1,2±2,3	11,1±0,9	-29,4±2,3	31,4±2,2
88399	G	0,02807	0,02807	42,2±1,4	-29,1±2,1	-15,8±1,3	53,6±1,6
138685	G	0,02233	0,02233	17,0±1,7	5,7±1,0	-6,5±1,8	19,1±1,6
150050	G	-0,01307	-0,01307	18,6±1,8	-2,5±1,4	13,3±1,1	23,0±1,6
164712	G	0,01671	0,01671	-62,1±3,8	-69,0±3,3	-26,5±1,8	96,5±3,4
223774	G	-0,09597	-0,09597	45,0±3,4	21,2±1,7	12,9±2,1	51,4±3,1

Na **introdução**, dissemos que o Sol apresenta uma órbita de excentricidade bastante baixa e ocupa uma posição galactocêntrica<sup>19</sup> muito próxima do raio de co-rotação da Galáxia. Comentamos, também, que estas duas características podem ter sido decisivas para o surgimento e a manutenção da vida na Terra, pois as mesmas minimizam o número de passagens do Sol pelos braços espirais da Galáxia (diminuindo, assim, a probabilidade de exposição a eventos catastróficos como, por exemplo, supernovas e encontros com nuvens moleculares gigantes).

Acredita-se que o PLR, por sua vez, também está em co-rotação com o padrão espiral da Galáxia (Balázs 2000; Lépine, Mishurov, & Dedikov 2001). Considerando que esta suposição está, de fato, correta, vemos que uma estrela com parâmetros cinemáticos muito próximos daqueles que caracterizam o PLR, ou seja,  $(U,V,W) = (0,0,0)$  km/s (pois a origem do sistema de referência que usamos está no próprio PLR) estará perto do raio de co-rotação. Esta posição, juntamente com as suas baixas componentes de velocidade em relação ao PLR, garantem que a estrela possuirá uma órbita muito similar à do Sol, atravessando os braços espirais da Galáxia poucas vezes. Concluimos, portanto, que, do ponto de vista dinâmico, uma boa candidata para representar o Sol em um de seus estágios evolutivos deve apresentar parâmetros cinemáticos compatíveis, dentro de determinadas faixas de dispersões, com os do PLR.

Com o objetivo de estimar estas faixas de uma forma quantitativa, Turnbull & Tarter (2003a) calcularam as dispersões nos valores das componentes U, V e W em relação ao PLR. Para isto, foi utilizada uma amostra (retirada de Edvardsson et al. 1993) de 131 estrelas situadas no disco fino galáctico e cujas metalicidades eram maiores do que -0,4. Os resultados encontrados foram:

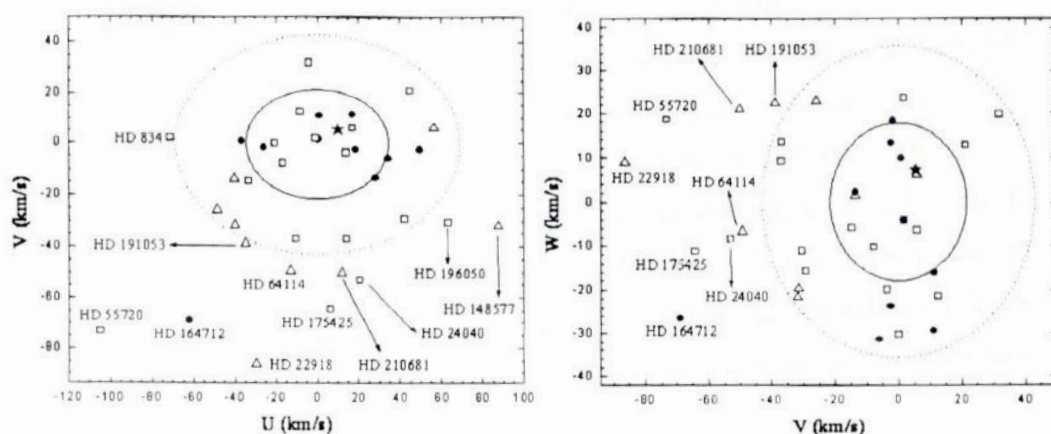
$$\sigma_U = 34,3 \text{ km/s} ; \sigma_V = 21,5 \text{ km/s} ; \sigma_W = 17,9 \text{ km/s} \quad (3.59)$$

Com as dispersões dadas pela **relação (3.59)**, podemos, agora, avaliar quais as candidatas que possuem parâmetros cinemáticos compatíveis com aqueles que caracterizam o PLR. Este procedimento foi feito através dos gráficos V *versus* U e W *versus* V mostrados na **figura 3.23**. Vemos, claramente, que a maioria das estrelas de nossa amostra situa-se no interior das elipsóides de dispersão em ambos os gráficos. Mais especificamente, apenas 11 candidatas não apresentam parâmetros cinemáticos

---

<sup>19</sup> O Sol está a uma distância de, aproximadamente, 8,5 kpc do centro da Galáxia, onde 1 kpc =  $10^3$  pc.

compatíveis com os do PLR. A incompatibilidade na componente V foi responsável por deixar as estrelas HD 164712 (G), HD 22918 (PG), HD 175425 (SG), HD 64114 (ZAMS), HD 24040 (SG) e HD 210681 (PG) do lado de fora das duas elipses  $2\sigma$ . Por outro lado, diferenças na componente U fizeram com que HD 834 (PG) e HD 148577 (SG) aparecessem no exterior da elipse  $2\sigma$  apenas no gráfico V versus U. A estrela HD 55720 (ZAMS), por sua vez, não ficou no interior de nenhuma das regiões definidas pelas dispersões da **relação (3.58)** devido às incompatibilidades nos valores de U e V. Diferenças nestas mesmas componentes fizeram com que HD 196050 (SG) ficasse situada no exterior da elipse  $2\sigma$  no gráfico V versus U. Por fim, o conjunto de parâmetros cinemáticos de HD 191053 (P) não é compatível com aquele que caracterizam o PLR, fato este que fez com que esta estrela aparecesse no exterior das duas elipses  $2\sigma$ . É interessante comentar que, de acordo com o gráfico W versus V, todas as nossas candidatas possuem valores de W compatíveis, individualmente, com a dispersão em torno de  $W = 0$ .



**Figura 3.23:** Parâmetros cinemáticos das estrelas da nossa amostra. As elipses sólida e pontilhada representam, respectivamente, as dispersões de  $1\sigma$  e  $2\sigma$  em relação aos valores  $(U,V,W) = (0,0,0)$ , os quais caracterizam o PLR. Os círculos pretos denotam as candidatas com idades entre 0,0 Gano e 3,0 Gano. Os quadrados abertos designam as candidatas com idades entre 3,0 Gano e 6,0 Gano. Os triângulos abertos indicam as candidatas com idades maiores do que 6,0 Gano. A estrela preta representa o Sol.

A **figura 3.23** também revela uma clara relação entre as idades das estrelas e as dispersões de seus parâmetros cinemáticos. Podemos observar que, com exceção de HD 164712, todas as candidatas com idades entre 0,0 Gano e 3,0 Gano estão concentradas no interior dos elipsóides de dispersão em ambos os gráficos. Para as candidatas com idades entre 3,0 Gano e 6,0 Gano, observamos que a dispersão aumenta

significativamente. No entanto, a maioria das candidatas ainda possui parâmetros cinemáticos compatíveis com os do PLR (70%, no gráfico *V versus U*, e 80%, no gráfico *W versus V*). Para as estrelas com idades maiores do que 6,0 Gano, podemos ver que a dispersão é consideravelmente elevada e o número de candidatas situadas no interior das elipses  $2\sigma$  sofre uma diminuição brusca (45%, no gráfico *V versus U*, e 55%, no gráfico *W versus V*). A observação deste comportamento é um resultado bastante satisfatório, pois esperamos (como já foi dito no início desta seção) que as estrelas mais evoluídas tenham sofrido variações significativas nos seus parâmetros cinemáticos em consequência de interações gravitacionais com outras estrelas ou nuvens moleculares gigantes. Por outro lado, há uma probabilidade muito pequena de que as estrelas jovens já tenham passado por eventos deste tipo e, portanto, seus parâmetros cinemáticos devem estar intimamente ligados ao movimento da região da Galáxia na qual as mesmas foram formadas. No nosso caso, esta região está muito próxima ao PLR, uma vez que selecionamos estrelas relativamente próximas do Sol.

Por fim, calculamos as velocidades espaciais de todas as nossas candidatas a partir da seguinte equação:

$$V_{esp} = \sqrt{U^2 + V^2 + W^2} \quad (3.60)$$

Os resultados são apresentados na **tabela 3.12**. Devemos lembrar que as incertezas em  $V_{esp}$  foram calculadas através da aplicação da teoria de propagação de erros à **equação (3.60)**. É interessante notar que, dentro dos erros estimados, nenhuma estrela apresenta uma velocidade espacial compatível com a do Sol ( $V_{esp} = 13,4 \pm 0,3$  km/s, de acordo com Denhen & Binney 1998). Este fato mostra que nenhuma das nossas candidatas possui os parâmetros *U*, *V* e *W* simultaneamente iguais aos do Sol ( $U = 10,0 \pm 0,4$  km/s,  $V = 5,3 \pm 0,6$  km/s,  $W = 7,2 \pm 0,4$  km/s, de acordo com Denhen & Binney 1998) e, portanto, as suas órbitas são compatíveis (como vimos na discussão da **figura 3.23**), mas não idênticas à órbita solar.

### 3.7 – Análise Qualitativa das Abundâncias do Li

O lítio é, atualmente, um dos elementos químicos que mais desperta o interesse dos astrônomos envolvidos no estudo da Astrofísica Estelar, uma vez que a sua abundância parece estar relacionada, de uma forma bastante complexa, com diversos

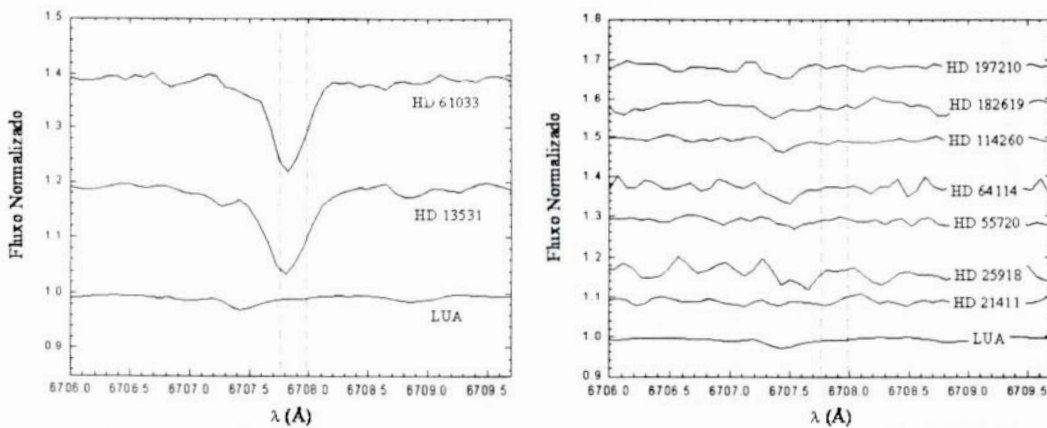
parâmetros estelares (dentre eles, podemos mencionar idade, nível de atividade cromosférica e taxa de rotação). Nas últimas décadas, foi publicada uma enorme quantidade de trabalhos cujo principal objetivo era o completo entendimento destas conexões, mas poucos resultados conclusivos foram obtidos.

Sabe-se, por exemplo, que o Li é um elemento muito frágil e que, em estrelas de tipo solar, as temperaturas e densidades características das camadas mais profundas das zonas convectivas são capazes de provocar a destruição do mesmo. Desta forma, uma conseqüência natural e inevitável da atuação contínua do mecanismo de convecção, nestas estrelas, será a diminuição das suas abundâncias de Li. Este efeito é, ainda, acentuado por dois problemas: acredita-se, de modo geral, que o Li não é sintetizado nos interiores estelares e que os mecanismos responsáveis pela produção do mesmo nas atmosferas das estrelas não contribuem significativamente para a sua abundância. Esta análise nos leva a concluir que a abundância do Li deve diminuir consideravelmente à medida que uma estrela de tipo solar evolui e que, portanto, este elemento poderia ser utilizado como um excelente indicador das idades estelares.

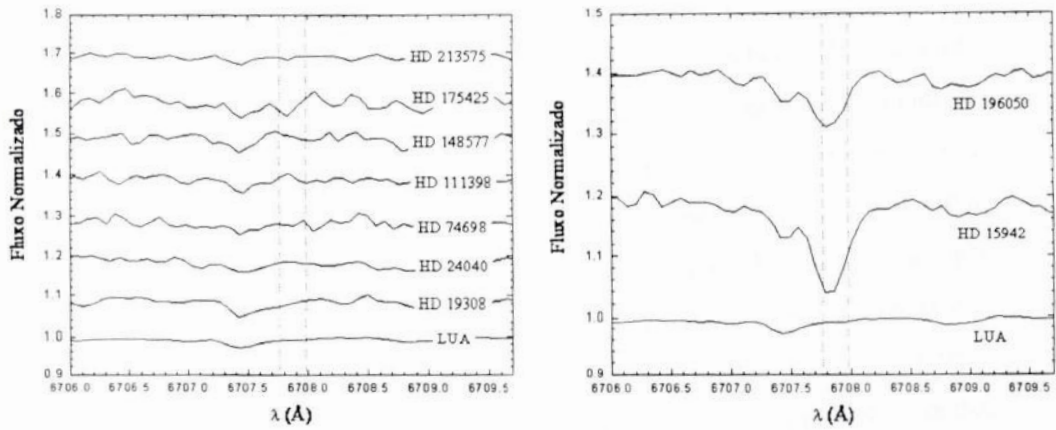
A observação, no entanto, de diversas estrelas evoluídas com abundâncias de Li elevadas (ver, por exemplo, Dravins et al. 1993a e da Silva & Porto de Mello 2000) mostrou que a relação entre esta grandeza e as idades não era tão simples quanto se imaginava. Foram realizados, então, diversos estudos com o objetivo de estabelecer quais eram os parâmetros estelares que, de fato, influenciavam a taxa de diminuição da abundância do Li nas estrelas de tipo solar (comumente chamada, pelos astrônomos, de depleção do Li). Chen et al. (2001) mostraram que a abundância do Li era sistematicamente menor nas estrelas de baixas massas. Este fato é observado porque, em estrelas deste tipo, a zona convectiva é mais profunda e o Li é transportado até regiões mais quentes, fazendo com que a depleção deste elemento torne-se mais eficiente. As metalicidades também parecem influenciar a abundância do Li em estrelas de tipo solar. Chen et al. (2001) e da Silva & Porto de Mello (2000) observaram que, em geral, esta última grandeza era menor nas estrelas com os menores valores de metalicidade. Por fim, diversos trabalhos (Dravins et al. 1993a, 1993b, 1993c; Favata et al. 1997; Chen et al. 2001; referências citadas nos mesmos) sugerem que há uma correlação entre a depleção do Li e a história de decaimento do nível de atividade cromosférica e da taxa de rotação nas estrelas de tipo solar. Nenhum resultado conclusivo, entretanto, foi obtido até agora.

Apesar destas complicações, o Li ainda é amplamente utilizado como um indicador das idades das estrelas. Em geral, uma abundância elevada (baixa) deste elemento é encarada como um sinal de que a estrela é jovem (evoluída). Com base nesta argumentação, decidimos fazer uma análise qualitativa das duas linhas do Li I ( $\lambda = 6707,76 \text{ \AA}$  e  $\lambda = 6707,98 \text{ \AA}$ ) presente nos espectros da região  $\lambda 6768$ . Para o Sol ZAMS, esperamos que a abundância do Li seja alta ( $\log [N(\text{Li})] \sim 3,3$ , valor característico para a abundância deste elemento no meio interestelar) e, conseqüentemente, que as linhas espectrais relacionadas com este elemento sejam bem intensas. Para o Sol nos outros estágios, por outro lado, devemos ter uma abundância do Li consideravelmente mais baixa e, portanto, esperamos que as linhas espectrais relacionadas com este elemento sejam extremamente fracas (praticamente indistinguíveis do contínuo).

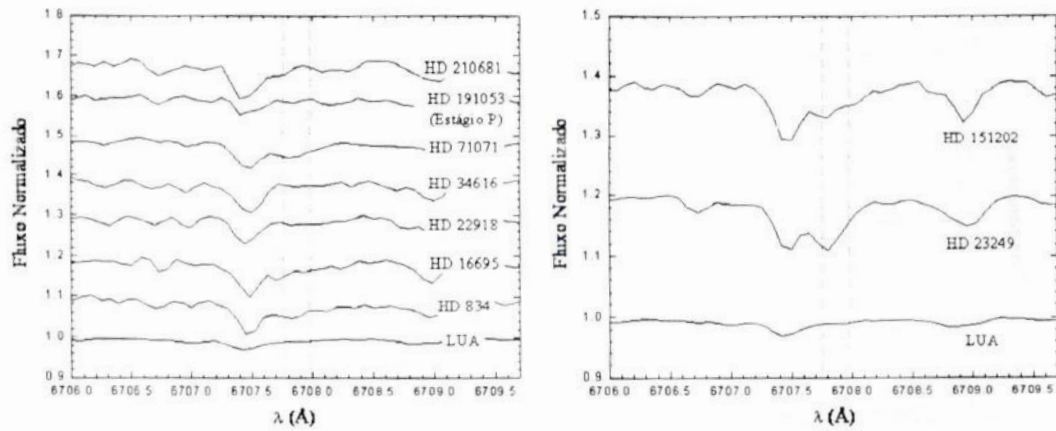
Com o auxílio das **figuras 3.24 a 3.27**, verificamos quais as candidatas que apresentavam o perfil do Li I (o poder de resolução dos nossos espectros não nos permitiu observar as duas linhas separadamente) compatível com as nossas expectativas. Para os objetos com dois espectros em  $\lambda 6768$  (HD 61033, HD 74698, HD 148577, HD 196050 e Lua), mostramos aquele que apresentava a maior relação S/R.



**Figura 3.24:** Estrelas com linhas do Li I compatíveis (esquerda) e incompatíveis (direita) com as expectativas para o estágio ZAMS. Os comprimentos de onda das linhas do Li I ( $\lambda = 6707,76 \text{ \AA}$  e  $\lambda = 6707,98 \text{ \AA}$ ) são representados pelas linhas pontilhadas. Os contínuos dos espectros foram deslocados para facilitar a visualização dos resultados.

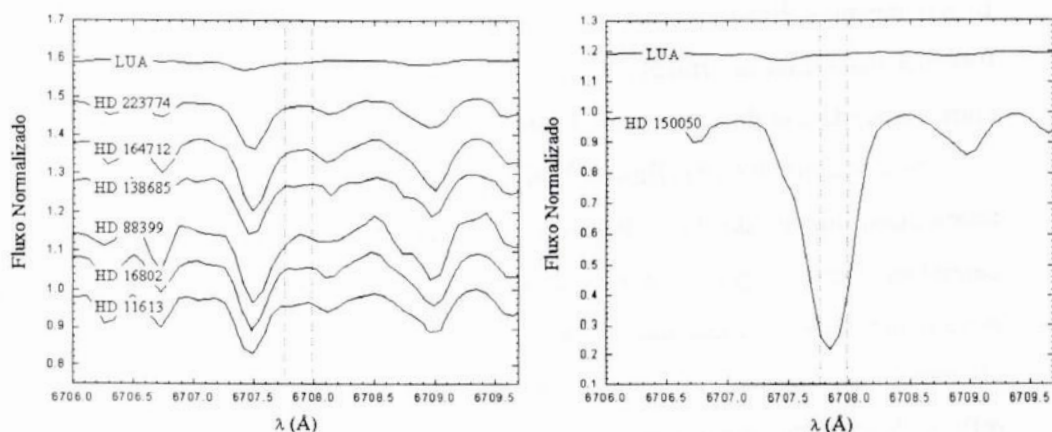


**Figura 3.25:** Estrelas com linhas do Li I compatíveis (esquerda) e incompatíveis (direita) com as expectativas para o estágio SG. Os comprimentos de onda das linhas do Li I ( $\lambda = 6707,76 \text{ \AA}$  e  $\lambda = 6707,98 \text{ \AA}$ ) são representados pelas linhas pontilhadas. Os contínuos dos espectros foram deslocados para facilitar a visualização dos resultados.



**Figura 3.26:** Estrelas com linhas do Li I compatíveis (esquerda) e incompatíveis (direita) com as expectativas para os estágios P e PG. Os comprimentos de onda das linhas do Li I ( $\lambda = 6707,76 \text{ \AA}$  e  $\lambda = 6707,98 \text{ \AA}$ ) são representados pelas linhas pontilhadas. Os contínuos dos espectros foram deslocados para facilitar a visualização dos resultados.





**Figura 3.27:** Estrelas com linhas do Li I compatíveis (esquerda) e incompatíveis (direita) com as expectativas para o estágio G. Os comprimentos de onda das linhas do Li I ( $\lambda = 6707,76 \text{ \AA}$  e  $\lambda = 6707,98 \text{ \AA}$ ) são representados pelas linhas pontilhadas. Os contínuos dos espectros foram deslocados para facilitar a visualização dos resultados.

No estágio ZAMS (**figura 3.24**), apenas duas estrelas (HD 13531 e HD 61033) apresentam linhas do Li I muito mais intensas do que as que são observadas no espectro do Sol. Confrontando estes resultados com as idades apresentadas na **tabela 3.11**, vemos que a maior parte do processo de depleção do Li I deve ocorrer em uma escala de tempo muito curta (entre 0,1 Gano e 1,0 Gano, aproximadamente) no início da vida das estrelas de tipos solar. Este resultado reforça a conclusão obtida, a partir de diferentes amostras de estrelas, por Chen et al. (2001) e Pasquini (2000). Por fim, devemos ressaltar que HD 13531 e HD 61033 são as candidatas com os maiores valores de  $F_{\text{crom}}$ , o que reforça a possibilidade de haver uma conexão entre o nível de atividade cromosférica e a abundância de Li nas estrelas de tipos solar.

No estágio SG (**figura 3.25**), vemos que somente duas estrelas (HD 15942 e HD 196050) não apresentam linhas do Li I tão fracas quanto esperávamos. Como estas candidatas possuem idades maiores do que  $\sim 1,0$  Gano, podemos especular que os mecanismos de depleção do Li (principalmente, a convecção) estão atuando de forma pouco eficiente nas mesmas, permitindo que a abundância deste elemento permaneça relativamente alta por períodos de tempo mais longos. No caso de HD 196050, este resultado é ainda mais interessante, pois trabalhos recentes (por exemplo, King et al. 1997) mostraram que as estrelas que abrigam planetas apresentam abundâncias de Li significativamente menores do que as estrelas que não possuem sistemas planetários. Devemos lembrar que não obtivemos espectros nas regiões  $\lambda 6768$  ou  $\lambda 6655$  para as candidatas HD 69809 e HD 215028, fato este que impossibilitou a análise qualitativa do

Li nas mesmas. Em particular, a observação deste elemento em HD 215028 pode nos fornecer mais uma informação interessante acerca da relação, nas estrelas de tipo solar, entre a abundância do Li e o grau de atividade cromosférica.

Nos estágios P e PG (**figura 3.26**), apenas as estrelas HD 23249 e HD 151202 não apresentam linhas do Li I tão fracas quanto esperávamos. Lembrando que estas candidatas também possuem idades maiores do que  $\sim 1,0$  Gano, podemos especular, novamente, que os mecanismos de depleção do Li estão atuando de forma pouco eficiente nas mesmas. Alternativamente, estas abundâncias podem ser apenas um reflexo de estarmos analisando estrelas com temperaturas efetivas mais baixas, as quais favorecem a formação das linhas do Li I.

No estágio G (**figura 3.27**), por fim, somente a estrela HD 150050 apresenta linhas do Li I mais intensas do que esperávamos. Novamente, o efeito da temperatura efetiva pode estar atuando, mas ele não é suficiente para explicar a elevada intensidade das linhas do Li I no espectro de HD 150050. Com base nas discussões feitas por de la Reza et al. (1996, 1997), podemos supor que esta estrela está passando por um curto período no qual o Li é sintetizado em seu interior (através de mecanismos ainda pouco compreendidos).

É importante lembrar que a discussão anterior se baseou em uma análise estritamente qualitativa dos espectros das nossas estrelas. Resultados mais conclusivos só poderiam ser obtidos a partir do cálculo dos valores das abundâncias do lítio ( $\log [N(\text{Li})]$ ) nas nossas candidatas, procedimento este que foi deixado para um trabalho futuro.

## CAPÍTULO 4

### DISCUSSÃO DOS RESULTADOS

No capítulo anterior, derivamos diversos parâmetros astrofísicos relevantes para as estrelas da nossa amostra. Agora, utilizaremos os mesmos para definir quais são as candidatas que podem, de fato, representar o Sol ao longo de sua trajetória evolutiva. Apenas os parâmetros cinemáticos não serão usados como critério de eliminação na seleção das melhores candidatas. Com o objetivo de facilitar a discussão dos resultados, analisaremos os cinco estágios separadamente.

#### 4.1 – Estágio ZAMS

Os parâmetros astrofísicos mais relevantes das candidatas ZAMS são apresentados na **tabela 4.1**.

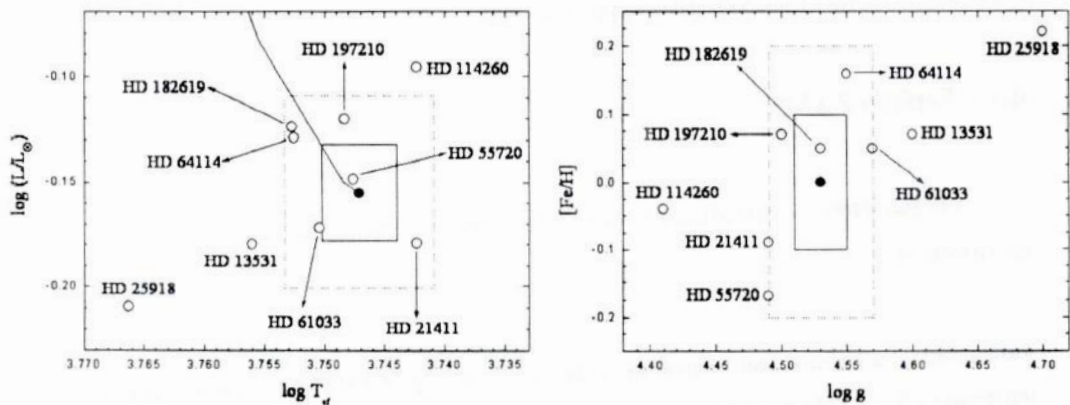
**Tabela 4.1:** Parâmetros astrofísicos de todas as candidatas ZAMS. As características do ponto que representa o Sol ZAMS também são mostradas para efeito de comparação.

HD	[Fe/H]	$T_{ef}$ (K)	log g	log(L/L $\odot$ )	M (M $\odot$ )	F <sub>ret</sub>	Idade (Gano)
<i>Sol ZAMS</i>	0,00	5586	4,53	-0,16	1,00	$\geq 5,00$	0,00
13531	0,07	5701	4,60	-0,18	1,02	3,13	0,22
21411	-0,09	5525	4,49	-0,18	0,90	1,66	1,11
25918	0,22	5838	4,70	-0,21	1,09	1,60	1,23
55720	-0,17	5592	4,49	-0,15	0,91	1,11	3,17
61033	0,05	5629	4,57	-0,17	1,00	4,38	0,09
64114	0,16	5656	4,55	-0,13	1,04	0,83	6,62
114260	-0,04	5524	4,41	-0,10	0,90	1,17	2,75
182619	0,05	5658	4,53	-0,12	1,01	1,41	1,70
197210	0,07	5602	4,50	-0,12	0,98	1,48	1,49

As metalicidades foram calculadas na **seção 3.2.3** e possuem uma incerteza de  $\sigma([Fe/H]) = 0,1$ . As temperaturas efetivas foram obtidas na **seção 3.3.1** e apresentam um erro de  $\sigma(T_{ef}) = 40$  K. As gravidades superficiais foram determinadas na **seção 3.4.2** e possuem uma incerteza de  $\sigma(\log g) = 0,02$ . As luminosidades foram derivadas na **seção 3.4.1** e apresentam um erro médio de  $\sigma(\log(L/L_{\odot})) = 0,03$ . As massas foram calculadas

na **seção 3.4.1** e possuem uma incerteza de  $\sigma(M) = 0,02 M_{\odot}$ . Os fluxos cromosféricos relativos foram obtidos na **seção 3.5.1** e apresentam um erro médio (usando a definição de  $F_{rel}$  e a teoria de propagação de erros) de  $\sigma(F_{rel}) \sim 0,2$ . As idades foram determinadas na **seção 3.5.2** e possuem uma incerteza de  $\sigma(Idade) = 0,6$  Gano.

A **figura 4.1**, por sua vez, mostra quais são as estrelas que estão alinhadas com a trajetória evolutiva do Sol e possuem valores de  $[Fe/H]$  e  $\log g$  compatíveis com aqueles que caracterizam o Sol ZAMS. As caixas  $1\sigma$  e  $2\sigma$  foram construídas a partir das incertezas discutidas no parágrafo anterior.



**Figura 4.1:** Gráficos  $\log(L/L_{\odot})$  versus  $T_{ef}$  (esquerda) e  $[Fe/H]$  versus  $\log g$  (direita). Em ambos, o círculo preto indica o Sol ZAMS e os círculos abertos denotam as candidatas ZAMS. No primeiro, a trajetória evolutiva solar de Schaller et al. (1992) é representada pela linha sólida. As caixas sólida e pontilhada constituem, respectivamente, os limites  $1\sigma$  e  $2\sigma$  em torno do ponto que caracteriza o Sol ZAMS.

Utilizando a **tabela 4.1**, a **figura 4.1**, os resultados das **seções 3.6** e **3.7** e algumas informações da literatura, vamos, agora, analisar cada uma das candidatas ZAMS.

A estrela HD 13531 não está situada no interior de nenhuma das duas caixas  $2\sigma$  da **figura 4.1** e possui um fluxo relativo um pouco menor do que o esperado. A sua massa e a sua idade são, no entanto, compatíveis com as nossas expectativas. Além disso, os seus parâmetros cinemáticos estão de acordo com os do PLR e as suas linhas do Li apresentam uma intensidade característica de estrelas jovens. Strassmeier et al. (2000) mediram a abundância deste elemento e encontraram o valor  $\log N(Li) = +2,38$ , o qual é cerca de 10 vezes maior do que aquele que é observado na fotosfera solar ( $\log N(Li) = 1,16 \pm 0,1$ , retirado de Grevesse & Anders 1991). Neste trabalho, também foi verificado que HD 13531 possui uma forte emissão cromosférica no centro das linhas H ( $\lambda = 3968\text{\AA}$ ) e K ( $\lambda = 3933\text{\AA}$ ) do Ca II. O valor do fluxo cromosférico absoluto nestas linhas ( $R'_{HK}$ ) foi

calculado através de um procedimento muito similar ao que está descrito na **seção 3.5.2**. Como resultado, os autores encontraram  $\log R'_{HK} = -4,15$ . Para efeito de comparação, o Sol apresenta um valor médio de  $\log R'_{HK} = -4,89$  (Baliunas et al. 1995b).

A estrela HD 21411 encontra-se dentro das duas caixas  $2\sigma$  da **figura 4.1** e possui parâmetros cinemáticos compatíveis com os do PLR. A sua massa, por outro lado, não está de acordo com as nossas expectativas e a sua idade é apenas um pouco menor do que aquela que caracteriza o limite  $2\sigma$  desta grandeza. Além disso, as intensidades das suas linhas do Li e o seu fluxo relativo não apresentam valores característicos de estrelas jovens. Henry et al. (1996) calcularam o fluxo cromosférico absoluto nas linhas H e K do espectro desta estrela e encontraram o resultado  $\log R'_{HK} = -4,75$ . De acordo com a classificação proposta pelos autores, este valor faz com que HD 21411 fique no limite entre as estrelas ativas e inativas. É importante comentar que os autores afirmam, ainda, que esta estrela é a componente primária de um sistema binário, fato este que não é ratificado por Salim & Gould (2003).

A estrela HD 25918 está consideravelmente fora das duas caixas  $2\sigma$  da **figura 4.1** e a sua massa não é compatível com as nossas expectativas. Além disso, as intensidades das suas linhas do Li e o seu fluxo relativo não apresentam valores característicos de estrelas jovens. Por outro lado, a sua idade está muito próxima do valor que caracteriza o limite  $2\sigma$  desta grandeza e os seus parâmetros cinemáticos estão de acordo com os do PLR. Vale lembrar que o leitor deve julgar estes resultados com um certo cuidado, visto que utilizamos um espectro de baixíssima qualidade na região  $\lambda 6655$  para obter grande parte dos parâmetros de HD 25918.

A estrela HD 55720 situa-se no interior das duas caixas  $2\sigma$  da **figura 4.1**. No entanto, a sua massa e a sua idade não atendem as nossas expectativas e os seus parâmetros cinemáticos são incompatíveis com os do PLR. Além disso, as intensidades das suas linhas do Li e o seu fluxo relativo não apresentam valores característicos de estrelas jovens.

A estrela HD 61033 encontra-se dentro das duas caixas  $2\sigma$  da **figura 4.1**, possui parâmetros cinemáticos compatíveis com os do PLR e a sua massa e a sua idade estão de acordo com as nossas expectativas. Além disso, as intensidades das suas linhas do Li e o seu fluxo relativo apresentam valores característicos de estrelas jovens. Henry et al. (1996) calcularam o fluxo cromosférico absoluto nas linhas H e K do espectro desta estrela e encontraram o resultado  $\log R'_{HK} = -4,34$ . De acordo com a classificação

proposta pelos autores, este valor faz com que HD 61033 seja considerada uma estrela ativa.

A estrela HD 64114 está dentro das duas caixas  $2\sigma$  da **figura 4.1** e a sua massa é compatível com as nossas expectativas. No entanto, a sua idade é maior do que a idade que o Sol apresenta atualmente e a sua componente V da velocidade espacial não está de acordo com aquela que caracteriza o PLR. Além disso, as intensidades das suas linhas do Li e o seu fluxo relativo não apresentam valores característicos de estrelas jovens. Strassmeier et al. (2000) calcularam o fluxo cromosférico absoluto nas linhas H e K do espectro desta estrela e encontraram o resultado  $\log R'_{HK} = -4,66$ . De acordo com os autores, este valor caracteriza HD 64114 como uma estrela cuja emissão cromosférica nas linhas H e K é fraca.

A estrela HD 114260 encontra-se fora das duas caixas  $2\sigma$  da **figura 4.1**. Ela possui parâmetros cinemáticos compatíveis com os do PLR, mas a sua massa e a sua idade não estão de acordo com as nossas expectativas. Além disso, as intensidades das suas linhas do Li e o seu fluxo relativo não apresentam valores característicos de estrelas jovens. Henry et al. (1996) calcularam o fluxo cromosférico absoluto nas linhas H e K do espectro desta estrela e encontraram o resultado  $\log R'_{HK} = -4,94$ . De acordo com a classificação proposta pelos autores, este valor faz com que HD 114260 seja considerada uma estrela inativa. É importante comentar que os autores afirmam, ainda, que esta estrela faz parte de um sistema binário, fato este que não é ratificado por Salim & Gould (2003). Strassmeier et al. (2000) também calcularam o fluxo cromosférico absoluto nas linhas H e K do espectro desta estrela e encontraram o resultado  $\log R'_{HK} = -4,77$ . De acordo com os autores, este valor caracteriza HD 114260 como uma estrela cuja emissão cromosférica nas linhas H e K é fraca.

A estrela HD 182619 está dentro das duas caixas  $2\sigma$  da **figura 4.1**, a sua massa é compatível com as nossas expectativas e os seus parâmetros cinemáticos estão de acordo com aqueles que caracterizam o PLR. A sua idade, por outro lado, é um pouco maior do que aquela que caracteriza o limite  $2\sigma$  desta grandeza. Além disso, as intensidades das suas linhas do Li e o seu fluxo relativo não apresentam valores característicos de estrelas jovens. Strassmeier et al. (2000) calcularam o fluxo cromosférico absoluto nas linhas H e K do espectro desta estrela e encontraram o resultado  $\log R'_{HK} = -4,77$ . De acordo com os autores, este valor caracteriza HD 182619 como uma estrela cuja emissão cromosférica nas linhas H e K é fraca.

A estrela HD 197210 está dentro das duas caixas  $2\sigma$  da **figura 4.1**, a sua massa é compatível com as nossas expectativas e os seus parâmetros cinemáticos estão de acordo com aqueles que caracterizam o PLR. A sua idade, por outro lado, é um pouco maior do que aquela que caracteriza o limite  $2\sigma$  desta grandeza. Além disso, as intensidades das suas linhas do Li e o seu fluxo relativo não apresentam valores característicos de estrelas jovens. Strassmeier et al. (2000) calcularam o fluxo cromosférico absoluto nas linhas H e K do espectro desta estrela e encontraram o resultado  $\log R'_{HK} = -4,59$ . De acordo com os autores, este valor caracteriza HD 182619 como uma estrela cuja emissão cromosférica nas linhas H e K é fraca.

Concluimos, portanto, que a melhor candidata do estágio ZAMS é HD 61033. A discussão anterior mostrou que, dentro dos erros estimados, esta estrela é indistinguível do Sol no estágio ZAMS. Este fato também seria verdadeiro para a candidata HD 13531 caso tivéssemos considerado intervalos de  $3\sigma$  em torno dos valores de  $T_{ef}$  e  $\log g$  do ponto que representa o Sol ZAMS. Portanto, podemos considerar que esta estrela é a segunda melhor candidata do estágio ZAMS. As estrelas HD 182619 e HD 197210 diferem significativamente do Sol ZAMS em dois aspectos: fluxo relativo e intensidade das linhas do Li. Apesar disso, suas idades não estão muito distantes de 0,0 Gano. Este fato sugere que elas podem nos fornecer informações valiosas a respeito dos mecanismos de decaimento da atividade cromosférica e de depleção do Li no início da vida de estrelas de tipo solar. Desta forma, decidimos colocar estas três estrelas na lista das boas candidatas do estágio ZAMS. Estudos mais detalhados são necessários, mas, ao que tudo indica, HD 182619 e HD 197210 são boas representantes do Sol com idade entre 1,0 Gano e 2,0 Gano.

## 4.2 – Estágio Subgigante

Os parâmetros astrofísicos mais relevantes das candidatas SG são apresentados na **tabela 4.2**.

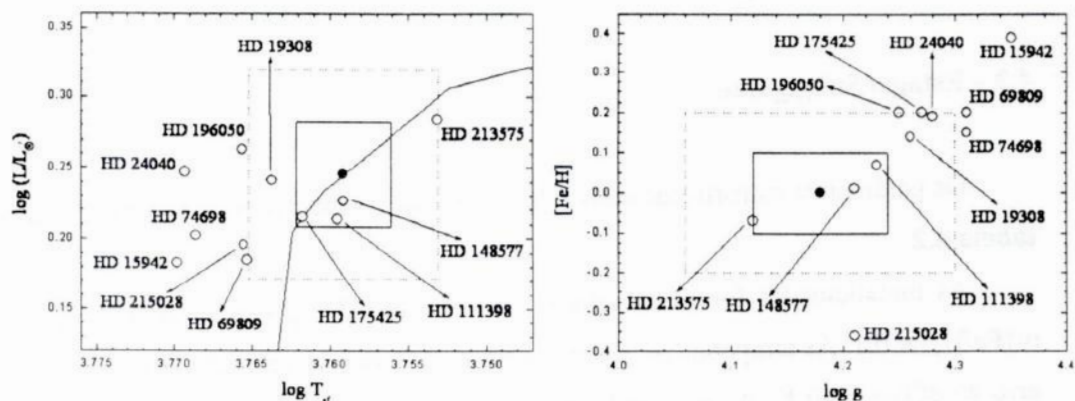
As metalicidades foram calculadas na **seção 3.2.3** e possuem uma incerteza de  $\sigma([Fe/H]) = 0,1$ . As temperaturas efetivas foram obtidas na **seção 3.3.1** e apresentam um erro de  $\sigma(T_{ef}) = 40$  K. As gravidades superficiais foram determinadas na **seção 3.4.2** e possuem uma incerteza de  $\sigma(\log g) = 0,06$ . As luminosidades foram derivadas na **seção 3.4.1** e apresentam um erro médio de  $\sigma(\log(L/L_{\odot})) = 0,04$ . As massas foram calculadas na **seção 3.4.1** e possuem uma incerteza de  $\sigma(M) = 0,04 M_{\odot}$ . Os fluxos cromosféricos

relativos foram obtidos na **seção 3.5.1** e apresentam um erro (usando a definição de  $F_{rel}$  e a teoria de propagação de erros) dado por  $\sigma(F_{rel}) \sim 0,2$ . As idades foram determinadas na **seção 3.4.1** e possuem uma incerteza de  $\sigma(Idade) = 1,0$  Gano.

**Tabela 4.2:** Parâmetros astrofísicos de todas as candidatas SG. As características do ponto que representa o Sol SG também são mostradas para efeito de comparação.

HD	[Fe/H]	$T_{ef}$ (K)	log g	log(L/L $_{\odot}$ )	M (M $_{\odot}$ )	$F_{rel}$	Idade (Gano)
Sol SG	0,00	5743	4,18	0,25	1,00	$\leq 1,00$	10,0
15942	0,39	5886	4,35	0,18	1,15	1,19	3,2
19308	0,14	5804	4,26	0,24	1,12	0,87	6,1
24040	0,19	5879	4,28	0,25	1,15	1,29	4,4 – 4,8
69809	0,20	5825	4,31	0,19	1,11	1,07	4,8
74698	0,15	5870	4,31	0,20	1,11	0,74	4,8
111398	0,07	5748	4,23	0,21	1,03	0,81	8,3
148577	0,01	5743	4,21	0,23	1,01	1,07	9,0
175425	0,20	5777	4,27	0,22	1,12	0,95	5,5 – 6,0
196050	0,20	5829	4,25	0,26	1,15	0,87	4,8 – 5,6
213575	-0,07	5664	4,12	0,28	0,99	0,82	10,3
215028	-0,36	5828	4,21	0,20	0,90	2,25	11,0

A **figura 4.2**, por sua vez, mostra quais são as estrelas que estão alinhadas com a trajetória evolutiva do Sol e possuem valores de [Fe/H] e log g compatíveis com aqueles que caracterizam o Sol SG. As caixas  $1\sigma$  e  $2\sigma$  foram construídas a partir das incertezas discutidas no parágrafo anterior.



**Figura 4.2:** Gráficos  $\log(L/L_{\odot})$  versus  $T_{ef}$  (esquerda) e [Fe/H] versus log g (direita). Em ambos, o círculo preto indica o Sol SG e os círculos abertos denotam as candidatas SG. No primeiro, a trajetória solar de Schaller et al. (1992) é representada pela linha sólida. As caixas sólida e pontilhada constituem, respectivamente, os limites  $1\sigma$  e  $2\sigma$  em torno do ponto que caracteriza o Sol SG.



Utilizando a **tabela 4.2**, a **figura 4.2**, os resultados das **seções 3.6 e 3.7** e algumas informações da literatura, vamos, agora, analisar cada uma das candidatas SG.

A estrela HD 15942 não está situada no interior de nenhuma das duas caixas  $2\sigma$  da **figura 4.2** e a sua massa e a sua idade não são compatíveis com as nossas expectativas. Além disso, as suas linhas do Li não apresentam uma intensidade característica de estrelas evoluídas. Por outro lado, os parâmetros cinemáticos estão de acordo com os do PLR e o seu fluxo relativo é um pouco maior do que o limite  $2\sigma$  que caracteriza esta grandeza.

A estrela HD 19308 encontra-se dentro das duas caixas  $2\sigma$  da **figura 4.2** e possui parâmetros cinemáticos compatíveis com os do PLR. Por outro lado, a sua massa não está de acordo com as nossas expectativas e a sua idade é consideravelmente menor do que aquela que caracteriza o limite  $2\sigma$  desta grandeza. As intensidades das suas linhas do Li e o seu fluxo relativo apresentam valores característicos de estrelas evoluídas. Strassmeier et al. (2000) calcularam o fluxo cromosférico absoluto nas linhas H e K do espectro desta estrela e encontraram o resultado  $\log R'_{HK} = -4,77$ . De acordo com a classificação proposta pelos autores, este valor faz com que HD 19308 seja considerada uma estrela inativa.

A estrela HD 24040 está consideravelmente fora da caixa  $2\sigma$  no gráfico  $\log(L/L_{\odot})$  versus  $T_{ef}$  e situa-se na borda da caixa  $2\sigma$  no gráfico  $[Fe/H]$  versus  $\log g$  (ver **figura 4.2**). Além disso, a sua massa e a sua idade não são compatíveis com as nossas expectativas e a sua componente V da velocidade espacial não está de acordo com aquela que caracteriza o PLR. As intensidades das suas linhas do Li apresentam valores característicos de estrelas evoluídas, mas o seu fluxo relativo é um pouco maior do que o limite  $2\sigma$  que caracteriza esta grandeza.

A estrela HD 69809 está no exterior (mas muito próxima) das duas caixas  $2\sigma$  da **figura 4.2** e a sua massa e a sua idade não atendem as nossas expectativas. Por outro lado, os seus parâmetros cinemáticos são compatíveis com os do PLR e o seu fluxo relativo apresenta valores característicos de estrelas evoluídas. Não foi possível avaliar qualitativamente as intensidades das suas linhas do Li, uma vez que não obtivemos espectros nas regiões  $\lambda 6768$  ou  $\lambda 6655$  para esta estrela. Vale lembrar que o leitor deve julgar os resultados de HD 69809 com um certo cuidado, visto que utilizamos um espectro de baixa qualidade na região  $\lambda 6563$  para obter todos os seus parâmetros.

A estrela HD 74698 não se encontra dentro de nenhuma das duas caixas  $2\sigma$  da **figura 4.2** e a sua massa e a sua idade não atendem as nossas expectativas. Em

contrapartida, os seus parâmetros cinemáticos são compatíveis com os do PLR. Além disso, as intensidades das suas linhas do Li e o seu fluxo relativo apresentam valores característicos de estrelas evoluídas. Henry et al. (1996) calcularam o fluxo cromosférico absoluto nas linhas H e K do espectro desta estrela e encontraram o resultado  $\log R'_{HK} = -5,03$ . De acordo com a classificação proposta pelos autores, este valor faz com que HD 74698 fique no limite entre as estrelas inativas e muito inativas.

A estrela HD 111398 está dentro das duas caixas  $1\sigma$  da **figura 4.2**. A sua massa e a sua idade são compatíveis com as nossas expectativas e os seus parâmetros cinemáticos estão de acordo com aqueles que caracterizam o PLR. Além disso, as intensidades das suas linhas do Li e o seu fluxo relativo apresentam valores característicos de estrelas evoluídas.

A estrela HD 148577 encontra-se no interior das duas caixas  $1\sigma$  da **figura 4.2**. A sua massa e a sua idade são compatíveis com as nossas expectativas, mas a sua componente U da velocidade espacial não está de acordo com aquela que caracteriza o PLR. As intensidades das suas linhas do Li e o seu fluxo relativo apresentam valores característicos de estrelas evoluídas.

A estrela HD 175425 está dentro das duas caixas  $2\sigma$  da **figura 4.2**. Além disso, as intensidades das suas linhas do Li e o seu fluxo relativo apresentam valores característicos das estrelas evoluídas. No entanto, a sua massa e a sua idade não são compatíveis com as nossas expectativas e a sua componente V da velocidade espacial não está de acordo com aquela que caracteriza o PLR.

A estrela HD 196050 está nas bordas das duas caixas  $2\sigma$  da **figura 4.2** e a sua massa e a sua idade não são compatíveis com as nossas expectativas. Além disso, a sua componente V da velocidade espacial não está de acordo com aquela que caracteriza o PLR. O seu fluxo relativo apresenta um valor característico de estrelas evoluídas, fato este que deixa de ser verdade para as intensidades das suas linhas do Li. Henry et al. (1996) calcularam o fluxo cromosférico absoluto nas linhas H e K do espectro desta estrela e encontraram o resultado  $\log R'_{HK} = -5,04$ . De acordo com os autores, este valor faz com que HD 196050 fique no limite entre as estrelas inativas e muito inativas. Outro fato que merece destaque é a presença de um planeta ao redor desta estrela. Ele apresenta uma massa mínima  $M_{\text{sen } i} = (2,8 \pm 0,5) M_{\text{Júpiter}}$  ( $i$  é o ângulo de inclinação de sua órbita e seu valor é desconhecido) e sua órbita possui um semi-eixo maior  $a = (2,4 \pm 0,5)$  UA, uma excentricidade  $e = (0,19 \pm 0,09)$  e um período  $P = (1300 \pm 230)$  dias (Jones et al. 2002).

A estrela HD 213575 está dentro das duas caixas  $2\sigma$  da **figura 4.2**. A sua massa e a sua idade são compatíveis com as nossas expectativas e os seus parâmetros cinemáticos estão de acordo com aqueles que caracterizam o PLR. Além disso, as intensidades das suas linhas do Li e o seu fluxo relativo apresentam valores característicos de estrelas evoluídas.

A estrela HD 215028 não está situada no interior de nenhuma das duas caixas  $2\sigma$  da **figura 4.2** e a sua massa é um pouco menor do que o esperado. Por outro lado, a sua idade é compatível com as nossas expectativas e os seus parâmetros cinemáticos estão de acordo com os do PLR. O seu fluxo relativo, por sua vez, apresenta um valor consideravelmente maior do que aquele que caracteriza as estrelas evoluídas. Infelizmente, não foi possível avaliar qualitativamente as intensidades das suas linhas do Li, uma vez que não obtivemos espectros nas regiões  $\lambda 6768$  ou  $\lambda 6655$  para esta estrela. Vale lembrar que o leitor deve julgar os resultados de HD 215028 com um certo cuidado, visto que utilizamos um espectro de baixa qualidade na região  $\lambda 6563$  para obter todos os seus parâmetros.

Concluimos, portanto, que as melhores candidatas do estágio SG são HD 111398, HD 148577 e HD 213575. A discussão anterior mostrou que, dentro dos erros estimados, estas estrelas são indistinguíveis do Sol no estágio SG. Apesar de não serem interessantes para este trabalho, devemos destacar a importância da realização de estudos mais detalhados para as estrelas HD 196050 e HD 215028. A abundância do Li na primeira pode nos ajudar a entender melhor a questão da composição química das estrelas que possuem planetas ao seu redor (principalmente, se lembrarmos que as estrelas com planetas apresentam, em geral, abundâncias de Li menores do que as estrelas que não possuem sistemas planetários). A segunda, por sua vez, pode nos fornecer informações importantes acerca da relação, nas estrelas de tipo solar, entre a idade e o grau de atividade cromosférica (pois ela é evoluída e apresenta um nível moderado de atividade).

### 4.3 – Estágio Platô

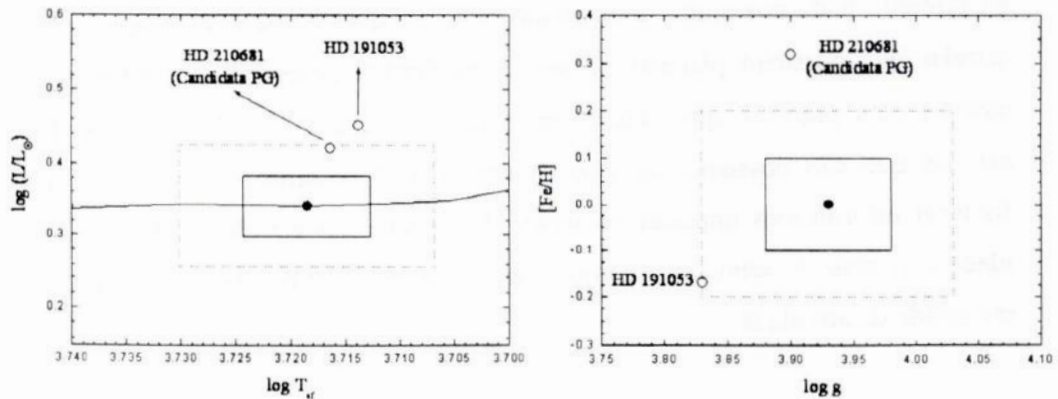
Os parâmetros astrofísicos mais relevantes da única candidata P são apresentados na **tabela 4.3**.

**Tabela 4.3:** Parâmetros astrofísicos da única candidata P. As características do ponto que representa o Sol P também são mostradas para efeito de comparação.

HD	[Fe/H]	$T_{ef}$ (K)	log g	log(L/L $_{\odot}$ )	M (M $_{\odot}$ )	Idade (Gano)
Sol P	0,00	5230	3,93	0,34	1,00	11,4
191053	-0,17	5174	3,83	0,45	1,07	8,7

A metalicidade foi calculada na **seção 3.2.3** e possui uma incerteza de  $\sigma([Fe/H]) = 0,1$ . A temperatura efetiva foi obtida na **seção 3.2.3** e apresenta um erro de  $\sigma(T_{ef}) = 70$  K. A gravidade superficial foi determinada na **seção 3.4.2** e possui uma incerteza de  $\sigma(\log g) = 0,05$ . A luminosidade foi derivada na **seção 3.4.1** e apresenta um erro de  $\sigma(\log(L/L_{\odot})) = 0,04$ , o qual foi calculado através da média entre os erros médios desta grandeza nos estágios SG e PG. A massa foi calculada na **seção 3.4.1** e possui uma incerteza de  $\sigma(M) = 0,06 M_{\odot}$ . A idade foi determinada na **seção 3.4.1** e apresenta uma incerteza de  $\sigma(\text{Idade}) = 2,2$  Gano.

A **figura 4.3**, por sua vez, mostra se a estrela HD 191053 está alinhada com a trajetória evolutiva do Sol e possui valores de [Fe/H] e log g compatíveis com aqueles que caracterizam o Sol P. As caixas  $1\sigma$  e  $2\sigma$  foram construídas a partir das incertezas discutidas no parágrafo anterior.



**Figura 4.3:** Gráficos  $\log(L/L_{\odot})$  versus  $T_{ef}$  (esquerda) e  $[Fe/H]$  versus  $\log g$  (direita). Em ambos, o círculo preto indica o Sol P e os círculos abertos denotam a única candidata P e uma candidata PG que é compatível com estágio P (os parâmetros da mesma são mostrados na **tabela 4.4**). No primeiro, a trajetória evolutiva solar de Schaller et al. (1992) é representada pela linha sólida. As caixas sólida e pontilhada constituem, respectivamente, os limites  $1\sigma$  e  $2\sigma$  em torno do ponto que caracteriza o Sol P.

Utilizando a **tabela 4.3**, a **figura 4.3** e os resultados das **seções 3.6 e 3.7**, vamos, agora, analisar a única candidata P.

A estrela HD 191053 está fora da caixa  $2\sigma$  no gráfico  $\log(L/L_{\odot})$  versus  $T_{ef}$  e situa-se na borda da caixa  $2\sigma$  no gráfico  $[Fe/H]$  versus  $\log g$  (ver **figura 4.3**). Além disso, os seus parâmetros cinemáticos são incompatíveis com aqueles que caracterizam o PLR. Por outro lado, a sua massa e a sua idade estão de acordo com as nossas expectativas e as intensidades das suas linhas do Li apresentam valores característicos de estrelas evoluídas.

A candidata HD 191053 não é, dentro dos erros estimados, indistinguível do Sol no estágio P. No entanto, este problema seria resolvido se considerássemos um intervalo de  $3\sigma$  em torno do valor de  $\log(L/L_{\odot})$  do ponto que representa o Sol P. Desta forma, podemos dizer que esta estrela é uma candidata razoável e, como ela é a única no estágio P, decidimos mantê-la na nossa amostra.

#### 4.4 – Estágio Pré-Gigante

Os parâmetros astrofísicos mais relevantes das candidatas PG são apresentados na **tabela 4.4**.

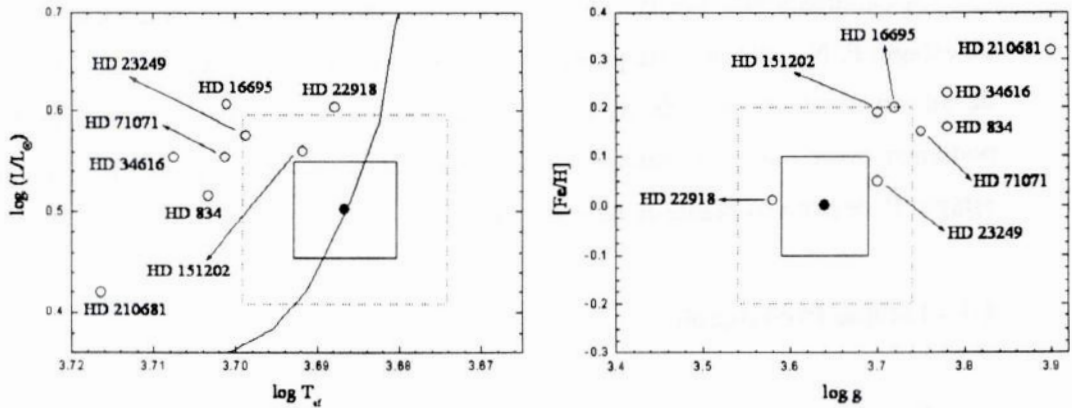
**Tabela 4.4:** Parâmetros astrofísicos de todas as candidatas PG. As características do ponto que representa o Sol PG também são mostradas para efeito de comparação.

HD	[Fe/H]	$T_{ef}$ (K)	$\log g$	$\log(L/L_{\odot})$	M ( $M_{\odot}$ )	Idade (Gano)
<i>Sol PG</i>	0,00	4860	3,64	0,50	0,9998	11,8
834	0,16	5050	3,78	0,52	1,23	5,4
16695	0,20	5025	3,72	0,61	1,34	4,0
22918	0,01	4874	3,54	0,60	1,00	8,3
23249	0,05	4997	3,70	0,58	1,23	5,4
34616	0,23	5100	3,78	0,55	1,30	4,3
71071	0,15	5027	3,75	0,55	1,27	4,9
151202	0,19	4918	3,70	0,56	1,25	5,3
210681	0,32	5205	3,90	0,42	1,16	7,3

As metalicidades foram calculadas na **seção 3.2.3** e possuem uma incerteza de  $\sigma([Fe/H]) = 0,1$ . As temperaturas efetivas foram obtidas na **seção 3.2.3** e apresentam um erro de  $\sigma(T_{ef}) = 70$  K. As gravidades superficiais foram determinadas na **seção 3.4.2** e

possuem uma incerteza de  $\sigma(\log g) = 0,05$ . As luminosidades foram derivadas na **seção 3.4.1** e apresentam um erro médio de  $\sigma(\log(L/L_{\odot})) = 0,05$ . As massas foram calculadas na **seção 3.4.1** e possuem uma incerteza de  $\sigma(M) = 0,06 M_{\odot}$ . As idades foram determinadas na **seção 3.4.1** e apresentam uma incerteza de  $\sigma(\text{Idade}) = 2,2 \text{ Gano}$ .

A **figura 4.4**, por sua vez, mostra quais são as estrelas que estão alinhadas com a trajetória evolutiva do Sol e possuem valores de  $[\text{Fe}/\text{H}]$  e  $\log g$  compatíveis com aqueles que caracterizam o Sol PG. As caixas  $1\sigma$  e  $2\sigma$  foram construídas a partir das incertezas discutidas no parágrafo anterior.



**Figura 4.4:** Gráficos  $\log(L/L_{\odot})$  versus  $T_{ef}$  (esquerda) e  $[\text{Fe}/\text{H}]$  versus  $\log g$  (direita). Em ambos, o círculo preto indica o Sol PG e os círculos abertos denotam as candidatas PG. No primeiro, a trajetória evolutiva solar de Schaller et al. (1992) é representada pela linha sólida. As caixas sólida e pontilhada constituem, respectivamente, os limites  $1\sigma$  e  $2\sigma$  em torno do ponto que caracteriza o Sol PG.

Utilizando a **tabela 4.4**, a **figura 4.4**, os resultados das **seções 3.6 e 3.7** e algumas informações da literatura, vamos, agora, analisar cada uma das candidatas PG.

A estrela HD 834 não está situada no interior de nenhuma das duas caixas  $2\sigma$  da **figura 4.4** e a sua componente U da velocidade espacial não está de acordo com aquela que caracteriza o PLR. Além disso, a sua massa e a sua idade não são compatíveis com as nossas expectativas. Por outro lado, as suas linhas do Li apresentam uma intensidade característica de estrelas bem evoluídas.

A estrela HD 16695 está fora da caixa  $2\sigma$  no gráfico  $\log(L/L_{\odot})$  versus  $T_{ef}$  e situa-se na borda da caixa  $2\sigma$  no gráfico  $[\text{Fe}/\text{H}]$  versus  $\log g$  (ver **figura 4.4**). Além disso, a sua massa e a sua idade não estão de acordo com as nossas expectativas. Em contrapartida, os seus parâmetros cinemáticos são compatíveis com os do PLR e as intensidades das suas linhas do Li apresentam valores característicos de estrelas bem evoluídas.

A estrela HD 22918 está muito próxima da borda da caixa  $2\sigma$  no gráfico  $\log(L/L_{\odot})$  versus  $T_{ef}$  e situa-se no interior da caixa  $2\sigma$  no gráfico  $[Fe/H]$  versus  $\log g$  (ver **figura 4.4**). Além disso, a sua massa e a sua idade são compatíveis com as nossas expectativas e as intensidades das suas linhas do Li apresentam valores característicos de estrelas bem evoluídas. A sua componente V da velocidade espacial, no entanto, não está de acordo com aquela que caracteriza o PLR.

A estrela HD 23249 encontra-se dentro das duas caixas  $2\sigma$  da **figura 4.4** e os seus parâmetros cinemáticos são compatíveis com os do PLR. No entanto, a sua massa e a sua idade não atendem as nossas expectativas. Além disso, as intensidades das suas linhas do Li apresentam valores um pouco maiores do que aqueles que caracterizam as estrelas bem evoluídas. Devemos mencionar que HD 23249 ( $\delta$  Eridani, HR 1136) é uma estrela próxima e bastante estudada. A base de dados astronômicos *SIMBAD* afirma que HD 23249 é uma estrela variável do tipo RS CVn, a qual faz parte de um sistema binário e possui fortes emissões nas linhas H e K e na região dos raios-X. Hünsch et al. (1998), por outro lado, afirmam que esta candidata está isolada e calculam a luminosidade da mesma na região dos raios-X. O resultado encontrado foi  $L_X = 0,9 \times 10^{27} \text{ erg s}^{-1}$ , o qual é cerca de 10 vezes menor do que o valor médio observado no Sol ( $L_X = 2,0 \times 10^{27} \text{ erg s}^{-1}$ , retirado de Güdel et al. 1997). Schmitt & Liefke (2004) calcularam a mesma grandeza e obtiveram o valor médio  $L_X = 1,45 \times 10^{27} \text{ erg s}^{-1}$ , o qual também é menor do que a luminosidade solar na região de raios-X. Henry et al. (1996) calcularam o fluxo cromosférico absoluto nas linhas H e K do espectro desta estrela e encontraram o resultado  $\log R'_{HK} = -5,22$ . De acordo com a classificação proposta pelos autores, este valor faz com que HD 23249 seja considerada como uma estrela muito inativa. Além disso, os autores dizem que esta estrela está isolada, afirmação esta que é ratificada por Salim & Gould (2003). Todas estas informações mostram que é bastante improvável que HD 23249 seja estrela variável do tipo RS CVn.

A estrela HD 34616 não está situada no interior de nenhuma das duas caixas  $2\sigma$  da **figura 4.4** e a sua massa e a sua idade não atendem as nossas expectativas. Em contrapartida, os seus parâmetros cinemáticos são compatíveis com os do PLR e as intensidades das suas linhas do Li apresentam valores característicos de estrelas bem evoluídas. Strassmeier et al. (2000) calcularam o fluxo cromosférico absoluto nas linhas H e K do espectro desta estrela e encontraram o resultado  $\log R'_{HK} = -5,05$ . De acordo com a classificação proposta pelos autores, este valor faz com que HD 34616 seja considerada uma estrela inativa.

A estrela HD 71071 está no exterior (mas muito próxima) das duas caixas  $2\sigma$  da **figura 4.4** e a sua massa e a sua idade não atendem as nossas expectativas. Por outro lado, os seus parâmetros cinemáticos estão de acordo com os do PLR e as intensidades das suas linhas do Li apresentam valores característicos de estrelas bem evoluídas. Strassmeier et al. (2000) mediram a abundância deste elemento e encontraram  $\log N(\text{Li}) = +1,12$ , o qual é compatível com o valor observado na fotosfera solar ( $\log N(\text{Li}) = 1,16 \pm 0,1$ , retirado de Grevesse & Anders 1991). Neste trabalho, também foi calculado o fluxo cromosférico absoluto nas linhas H e K do espectro desta estrela. Como resultado, os autores encontraram  $\log R'_{\text{HK}} = -4,23$ . Este valor corrobora a classificação (dada pela base de dados astronômicos *SIMBAD*) de HD 71071 como uma estrela variável do tipo RS CVn. De fato, esta candidata aparece em diversos estudos recentes sobre sistemas binários formados por componentes cujos níveis de atividade são elevados.

A estrela HD 151202 está dentro das duas caixas  $2\sigma$  da **figura 4.4** e os seus parâmetros cinemáticos estão de acordo com aqueles que caracterizam o PLR. No entanto, a sua massa e a sua idade são incompatíveis com as nossas expectativas e as intensidades das suas linhas do Li são um pouco maiores do que os valores esperados para estrelas bem evoluídas.

A estrela HD 210681 encontra-se consideravelmente fora das duas caixas  $2\sigma$  da **figura 4.4** e a sua componente V da velocidade espacial não está de acordo com aquela que caracteriza o PLR. Além disso, a sua massa não é compatível com as nossas expectativas e a sua idade é um pouco menor do que o limite  $2\sigma$  que caracteriza esta grandeza. Em contrapartida, as intensidades das suas linhas do Li apresentam valores característicos de estrelas bem evoluídas. Curiosamente, obteremos resultados melhores se analisarmos HD 210681 em relação ao Sol no estágio P. Podemos ver que esta estrela está situada no interior da caixa  $2\sigma$  no gráfico  $\log(L/L_{\odot})$  versus  $T_{\text{ef}}$  e possui uma gravidade superficial compatível com a caixa  $2\sigma$  no gráfico  $[\text{Fe}/\text{H}]$  versus  $\log g$  (ver **figura 4.3**). Além disso, sua idade está de acordo com aquela que é esperada para o Sol P. A sua massa, no entanto, continua não atendendo as nossas expectativas. Vale lembrar que as análises dos parâmetros cinemáticos e do Li não se alteram.

Concluimos, portanto, que a melhor candidata do estágio PG é HD 22918. A discussão anterior mostrou que, dentro dos erros estimados, esta estrela possui apenas um parâmetro ligeiramente diferente daqueles que caracterizam o Sol PG: a luminosidade. Apesar de aparecerem no interior das duas caixas  $2\sigma$  da **figura 4.4**, as candidatas HD 23249 e HD 151202 não foram consideradas como boas candidatas



porque elas possuem massas e idades incompatíveis com as do Sol PG. No entanto, elas podem nos fornecer informações valiosas sobre a depleção do Li em estrelas de tipo solar. A estrela HD 210681 pode parecer, à primeira vista, uma boa candidata ao estágio P. Entretanto, a sua massa e a sua metalicidade apresentam valores consideravelmente maiores do que aqueles que caracterizam o Sol P. Como pequenas variações destas grandezas são capazes de modificar bastante a evolução de uma estrela, concluímos que HD 210681 não deve ser colocada na lista das boas candidatas (seja no estágio P ou no estágio PG).

#### 4.5 – Estágio Gigante

Os parâmetros astrofísicos mais relevantes das candidatas G são apresentados na **tabela 4.5**.

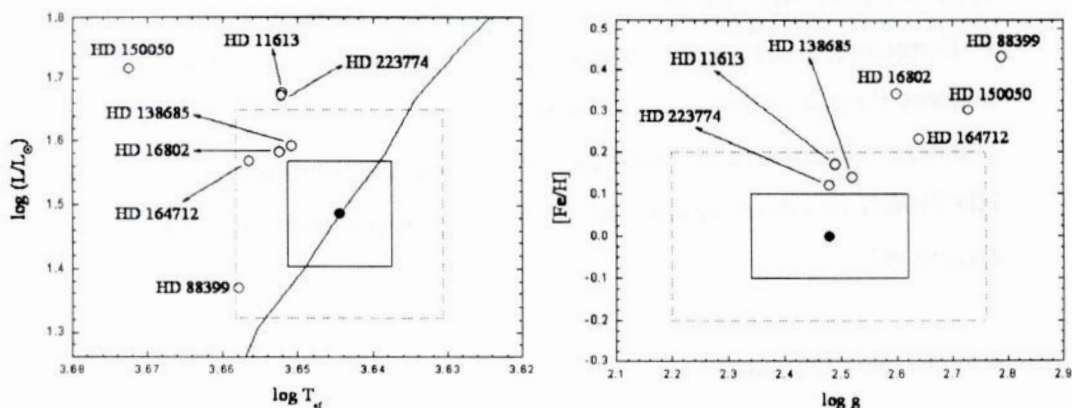
**Tabela 4.5:** Parâmetros astrofísicos de todas as candidatas G. As características do ponto que representa o Sol G também são mostradas para efeito de comparação.

HD	[Fe/H]	$T_{ef}$ (K)	log g	log(L/L <sub>☉</sub> )	M (M <sub>☉</sub> )	Idade (Gano)
<i>Sol G</i>	0,00	4410	2,48	1,49	0,9935	12,2
11613	0,17	4488	2,49	1,68	1,47	3,1
16802	0,34	4492	2,60	1,58	1,53	2,9
88399	0,43	4548	2,79	1,37	1,37	4,2
138685	0,14	4475	2,52	1,59	1,32	4,7
150050	0,30	4704	2,73	1,72	2,30	1,0
164712	0,23	4533	2,64	1,57	1,55	2,8
223774	0,12	4490	2,48	1,67	1,40	3,7

As metalicidades foram calculadas na **seção 3.2.3** e possuem uma incerteza de  $\sigma([Fe/H]) = 0,1$ . As temperaturas efetivas foram obtidas na **seção 3.2.3** e apresentam um erro de  $\sigma(T_{ef}) = 70$  K. As gravidades superficiais foram determinadas na **seção 3.4.2** e possuem uma incerteza de  $\sigma(\log g) = 0,14$ . As luminosidades foram derivadas na **seção 3.4.1** e apresentam um erro médio de  $\sigma(\log(L/L_{\odot})) = 0,08$ . As massas foram calculadas na **seção 3.4.1** e possuem uma incerteza de  $\sigma(M) = 0,35 M_{\odot}$ . As idades foram determinadas na **seção 3.4.1** e apresentam uma incerteza de  $\sigma(\text{Idade}) = 2,2$  Gano.

A **figura 4.5**, por sua vez, mostra quais são as estrelas que estão alinhadas com a trajetória evolutiva do Sol e possuem valores de [Fe/H] e log g compatíveis com aqueles

que caracterizam o Sol G. As caixas  $1\sigma$  e  $2\sigma$  foram construídas a partir das incertezas discutidas no parágrafo anterior.



**Figura 4.4:** Gráficos  $\log(L/L_{\odot})$  versus  $T_{ef}$  (esquerda) e  $[Fe/H]$  versus  $\log g$  (direita). Em ambos, o círculo preto indica o Sol G e os círculos abertos denotam as candidatas G. No primeiro, a trajetória evolutiva solar de Schaller et al. (1992) é representada pela linha sólida. As caixas sólida e pontilhada constituem, respectivamente, os limites  $1\sigma$  e  $2\sigma$  em torno do ponto que caracteriza o Sol G.

Utilizando a **tabela 4.5**, a **figura 4.5** e os resultados das **seções 3.6** e **3.7**, vamos, agora, analisar cada uma das candidatas G.

A estrela HD 11613 está muito próxima da borda da caixa  $2\sigma$  no gráfico  $\log(L/L_{\odot})$  versus  $T_{ef}$  e situa-se no interior da caixa  $2\sigma$  no gráfico  $[Fe/H]$  versus  $\log g$  (ver **figura 4.5**). A sua massa atende as nossas expectativas, ao passo que a sua idade é muito menor do que o limite  $2\sigma$  que caracteriza esta grandeza. Os seus parâmetros cinemáticos são compatíveis com os do PLR e as intensidades das suas linhas do Li apresentam valores característicos de estrelas bastante evoluídas.

A estrela HD 16802 encontra-se dentro da caixa  $2\sigma$  no gráfico  $\log(L/L_{\odot})$  versus  $T_{ef}$  e está fora da caixa  $2\sigma$  no gráfico  $[Fe/H]$  versus  $\log g$  (ver **figura 4.5**). A sua massa é compatível com as nossas expectativas, ao passo que a sua idade é muito menor do que o limite  $2\sigma$  que caracteriza esta grandeza. Os seus parâmetros cinemáticos estão de acordo com os do PLR e as intensidades das suas linhas do Li apresentam valores característicos de estrelas bastante evoluídas.

A estrela HD 88399 situa-se na borda da caixa  $2\sigma$  no gráfico  $\log(L/L_{\odot})$  versus  $T_{ef}$  e está consideravelmente fora da caixa  $2\sigma$  no gráfico  $[Fe/H]$  versus  $\log g$  (ver **figura 4.5**). A sua massa atende as nossas expectativas, os seus parâmetros cinemáticos são compatíveis com os do PLR e as intensidades das suas linhas do Li apresentam valores

característicos de estrelas bastante evoluídas. Em contrapartida, a sua idade é muito menor do que o limite  $2\sigma$  que caracteriza esta grandeza.

A estrela HD 138685 encontra-se no interior das duas caixas  $2\sigma$  da **figura 4.5**. Além disso, os seus parâmetros cinemáticos são compatíveis com aqueles que caracterizam o PLR, a sua massa está de acordo com as nossas expectativas e as intensidades das suas linhas do Li apresentam valores característicos de estrelas bastante evoluídas. Entretanto, a sua idade é muito menor do o limite  $2\sigma$  que caracteriza esta grandeza.

A estrela HD 150050 não está situada no interior de nenhuma das duas caixas  $2\sigma$  da **figura 4.5**. Além disso, a sua massa e a sua idade não são compatíveis com as nossas expectativas e as intensidades das suas linhas do Li possuem valores muito maiores de que aqueles que caracterizam as estrelas bastante evoluídas. Por outro lado, os seus parâmetros cinemáticos estão de acordo com os que caracterizam o PLR.

A estrela HD 164712 situa-se no interior da caixa  $2\sigma$  no gráfico  $\log(L/L_{\odot})$  versus  $T_{\text{ef}}$  e está muito próxima da borda da caixa  $2\sigma$  no gráfico  $[\text{Fe}/\text{H}]$  versus  $\log g$  (ver **figura 4.5**). A sua massa atende às nossas expectativas e as intensidades das suas linhas do Li apresentam valores característicos de estrelas bastante evoluídas. Por outro lado, a sua idade é muito menor do que o limite  $2\sigma$  que caracteriza esta grandeza e a sua componente V da velocidade espacial não está de acordo com aquela que caracteriza o PLR.

A estrela HD 223774 está muito próxima da borda da caixa  $2\sigma$  no gráfico  $\log(L/L_{\odot})$  versus  $T_{\text{ef}}$  e situa-se no interior da caixa  $2\sigma$  no gráfico  $[\text{Fe}/\text{H}]$  versus  $\log g$  (ver **figura 4.5**). A sua massa atende as nossas expectativas, ao passo que a sua idade é muito menor do que o limite  $2\sigma$  que caracteriza esta grandeza. Os seus parâmetros cinemáticos são compatíveis com os do PLR e as intensidades das suas linhas do Li apresentam valores característicos de estrelas bastante evoluídas.

A discussão anterior mostrou que HD 11613, HD 138685 e HD 223774 são as estrelas que apresentam parâmetros muito próximos daqueles que caracterizam o Sol G, com exceção de suas massas e idades. No entanto, a incerteza nas determinações de massa para as candidatas G é muito grande e quaisquer conclusões envolvendo esta grandeza devem ser encaradas com certo cuidado. Além disso, as barras de erro dos pontos que representam estas estrelas nos diagramas HR da **seção 3.4.1** revelam que as incertezas individuais (no limite de  $2\sigma$ ) nas idades de algumas delas podem ser muito maiores do que o valor médio de 2,2 Gano. Com base nestes argumentos, podemos

concluir HD 138685 é a candidata mais razoável para representar o Sol G. Devemos ressaltar, no entanto, a importância da realização de estudos mais detalhados sobre a estrela HD 150050. As suas linhas do Li mostraram claramente que ela pode nos ajudar a compreender melhor os mecanismos de síntese do Li nas estrelas gigantes de massa baixa a intermediária. Neste sentido, nosso grupo obteve, recentemente, novos espectros para HD 150050 e, em breve, publicará uma análise mais detalhada da composição química da mesma.

## CAPÍTULO 5

### CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS FUTURAS

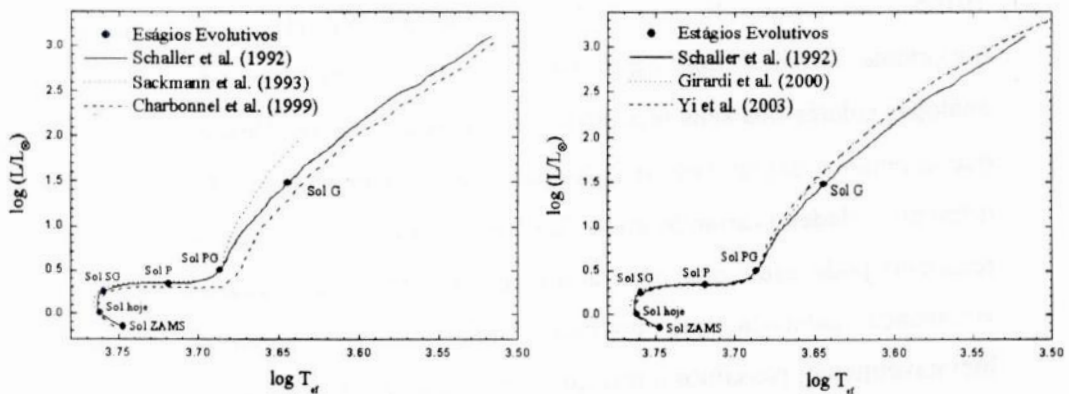
#### 5.1 – Conclusões

Os resultados finais estabelecidos ao longo do **capítulo 4** revelam que o principal objetivo do trabalho foi atingido com relativo sucesso: obtivemos uma amostra de estrelas alinhadas com uma trajetória evolutiva de massa e metalicidade solar e capazes de representar o Sol nos cinco estágios evolutivos teóricos aqui estudados. Esta primeira lista de candidatas adequadas é composta por: HD 13531, HD 61033, HD 182619 e HD 197210, no estágio ZAMS; HD 111398, HD 148577 e HD 213575, no estágio SG; HD 191053, no estágio P; HD 22918, no estágio PG; HD 138685, no estágio G. É importante ressaltar que estas estrelas nunca foram apontadas na literatura como análogas solares nos seus respectivos estágios evolutivos. Devemos comentar, também, que o número expressivo de boas candidatas (pouco menos de 1/3 da amostra) com diferentes idades (variando entre 0,0 Gano e 11,0 Gano) é bastante interessante. Este resultado pode estar nos mostrando que há um número considerável de estrelas da vizinhança galáctica que possuem uma trajetória evolutiva similar à do Sol. Inevitavelmente, passamos a nos questionar se este fato não significaria que o Sol é uma estrela mais comum do que imaginamos. Os resultados obtidos neste projeto (e também os dados já existentes sobre as gêmeas solares) sugerem que sim. No entanto, a nossa amostra de 36 estrelas é muito pequena para tirarmos quaisquer conclusões definitivas sobre este assunto.

O número e a qualidade das candidatas selecionadas também nos dão informações importantes a respeito da abordagem utilizada no Projeto SOL. Apenas uma das estrelas (HD 138685) que estavam fora das caixas fotométricas (e foram observadas, apesar disso, por uma questão de oportunidade) aparece na nossa lista final, o que demonstra a alta confiabilidade estatística do nosso método. Por outro lado, as candidatas HD 24040, HD 25918 e HD 74698 fornecem exemplos de como estrelas mais ricas em metais e mais quentes do que o Sol em um determinado estágio evolutivo podem ser selecionadas pelas nossas caixas fotométricas. Além disso, candidatas altamente avermelhadas podem ser erroneamente selecionadas pelas caixas fotométricas, como

atestam os casos das candidatas HD 150050 e HD 210681, as quais possuem propriedades totalmente díspares das procuradas.

A grande quantidade de ótimas candidatas nos estágios ZAMS e SG comprova que a trajetória evolutiva de Schaller et al. (1992) descreve corretamente a evolução do Sol na seqüência principal e que o método de seleção empregado é extremamente eficiente nesta região do diagrama HR. Estes últimos fatos, porém, deixam de ser verdadeiros para os estágios P, PG e G, os quais apresentaram uma candidata razoável cada. Como o nosso estudo é bastante dependente do modelo de evolução solar adotado, decidimos verificar se o problema nas fases posteriores à seqüência principal foi causado pela trajetória de Schaller et al. (1992). Fizemos, então, dois gráficos contendo a mesma e diversas trajetórias evolutivas teóricas publicadas nos últimos 12 anos (ver figura 5.1).



**Figura 5.1:** Comparação da trajetória evolutiva de Schaller et al. (1992), sempre representada pela linha sólida, com aquelas publicadas por Sackmann et al. (1993), Charbonnel et al. (1999), Girardi et al. (2000) e Yi et al. (2003). Os estágios evolutivos são denotados pelos círculos pretos.

Vemos, claramente, que todas as trajetórias (com exceção de Charbonnel et al. 1999) apresentam um excelente acordo até o estágio PG. Portanto, os resultados razoáveis nas fases P e PG podem estar nos dizendo que o método de seleção utilizado não é o mais adequado para estas regiões do diagrama HR. No ramo das gigantes vermelhas, por outro lado, observamos uma grande divergência entre as diversas trajetórias. Este fato demonstra explicitamente que os mecanismos e a física que governam a evolução das gigantes ainda são bastante discutidos, mas o bom acordo entre as trajetórias de Girardi et al. (2000) e Yi et al. (2003) sugere que um consenso a respeito do assunto pode estar muito próximo. Se, por um lado, o modelo de Schaller et al. (1992) não nos permitiu encontrar boas candidatas para representar o Sol na fase de

gigante vermelha, por outro, ele nos deu informações valiosas sobre a evolução desta estrela. Caso a trajetória destes autores esteja correta, os nossos resultados mostram que é difícil encontrar estrelas próximas praticamente indistinguíveis do Sol G, principalmente, porque a seleção das candidatas é afetada por alguns problemas (avermelhamento e elevados erros nas massas e idades) nesta região do diagrama HR. Caso contrário, os nossos dados fornecem vínculos importantes para as futuras derivações de modelos de evolução solar. Independentemente de qual seja a alternativa verdadeira, outro objetivo do nosso trabalho foi alcançado: contribuímos para a melhor compreensão da evolução do Sol.

Os resultados obtidos também podem ser úteis para o estudo de diversos outros temas de interesse. Por exemplo, as melhores candidatas do estágio ZAMS aumentam as bases de dados utilizadas para a análise do decaimento da abundância do Li e do nível de atividade cromosférica no início da vida de estrelas de tipos solar. Além disso, existe a possibilidade de elas abrigarem sistemas planetários jovens ou, até mesmo, em formação. O estudo dos mecanismos de depleção do Li e as correlações dos mesmos com os diversos parâmetros estelares também podem ser beneficiados pelos resultados das candidatas HD 15942, HD 23249, HD 150050 e HD 151202. A candidata HD 215028, por sua vez, pode ser usada nos estudos a respeito de estrelas evoluídas que possuem um grau de atividade cromosférica significativamente maior do que aquele que é observado no Sol. Por fim, a estrela HD 196050 é capaz de nos proporcionar um melhor entendimento sobre a abundância do Li nas estrelas que abrigam planetas.

O único objetivo não atingido neste trabalho foi a comparação das melhores candidatas com as estrelas da vizinhança galáctica. Infelizmente, este procedimento não foi feito porque ainda não existe, na literatura, uma amostra extensa de estrelas da população local com dados (composição química, em especial metalicidade e abundância do Li, temperaturas efetivas, massas, idades, atividade cromosférica) determinados de forma homogênea. Portanto, as estatísticas realizadas seriam muito pobres e poderiam levar a conclusões enganosas. Apesar disso, o simples fato de termos encontrado candidatas capazes de representar o Sol ao longo de toda a sua trajetória evolutiva já pode ser considerado como um pequeno passo na direção de uma melhor caracterização do Sol no contexto estelar.

## 5.2 – Perspectivas Futuras

A seção 5.1 demonstrou que o saldo desta primeira etapa do Projeto SOL foi muito positivo e superou consideravelmente as nossas expectativas. Desta forma, pretendemos dar prosseguimento ao mesmo em breve.

O primeiro passo será a realização de uma nova análise das estrelas HD 25918, HD 69809 e HD 215028 a partir de espectros de melhor qualidade. Em seguida, determinaremos os parâmetros das candidatas que ficaram sem espectros nesta primeira etapa do projeto. Em maio deste ano, elas foram observadas no Telescópio Nazionale Galileo de 3,5m, operado pelo Observatório del Roque de los Muchachos (Instituto de Astrofísica de Canárias). Dependendo dos resultados obtidos, poderemos ter um aumento da nossa lista final de boas candidatas.

O passo seguinte será o estudo, com um elevado nível de detalhes, das melhores candidatas. Particularmente, estamos interessados na avaliação quantitativa das suas abundâncias de Li (e talvez de outros elementos químicos), na determinação dos raios médios e das excentricidades das suas órbitas galácticas e na obtenção de outros indicadores de atividade cromosférica (por exemplo, as linhas H e K do Ca II e o tripleto do Ca II no infravermelho) para as mesmas. Além disso, seria interessante que estas estrelas recebessem uma atenção especial nos projetos de busca por planetas extrasolares e nos diversos estudos astrobiológicos em andamento.

Em um futuro um pouco mais distante, pretendemos ampliar as nossas amostras de candidatas, testar outros métodos de seleção nos estágios fora da seqüência principal e, até mesmo, repetir este estudo adotando outras trajetórias evolutivas para o Sol (o que poderia ser a resposta para o problema das gigantes). Finalmente, gostaríamos de definir uma amostra de estrelas da vizinhança galáctica com o objetivo de compará-las com as nossas candidatas e estudar a questão da representatividade do Sol na população local.



## APÊNDICE A

A **tabela A** mostra as propriedades de todas as estrelas utilizadas na construção das nossas calibrações fotométricas (ver **seção 1.3.2**). Os tipos espectrais foram retirados de Landolt-Börnstein (1982). As gravidades superficiais foram obtidas de Cayrel de Strobel et al. (1992). As temperaturas efetivas são provenientes de Blackwell et al. (1991). As metalicidades foram retiradas de Cayrel de Strobel et al. (1992) e corrigidas de acordo com a **relação (1.6)**. Os valores dos índices de cor ( $B - V$ ), ( $B_T - V_T$ ) e ( $V - I$ ) são dados pelos catálogos Tycho e INCA (sigla, em inglês, para *Input Catalogue*) do satélite Hipparcos (ESA 1997). As medidas de ( $V - R$ ) e ( $V - K$ ) foram obtidas de Mitchell et al. (1964) e Johnson et al. (1966). Nos casos em que estes índices apresentaram valores diferentes nos dois artigos, utilizamos a média aritmética dos mesmos.

**Tabela A:** Parâmetros das estrelas usadas na construção das calibrações fotométricas que foram apresentadas na **seção 1.3.2**.

HD	Tipo Espectral	log g	$T_{\text{eff}}$ (K)	[Fe/H]	$B - V$	$B_T - V_T$	$V - I$	$V - R$	$V - K$
3627	K3 III	2,37	4407	0,0588	1,290	1,526	1,580	0,920	2,790
4656	K4 IIIb	1,65	3973	-0,1788	1,515	1,791	2,040	1,170	3,565
5516	G8 III	2,70	5027	-0,4812	0,940	1,104	1,210	0,730	-
6860	M0 III	1,50	3839	-0,0244	1,570	1,903	2,240	1,240	3,875
9138	K4 III	1,91	4129	-0,3544	1,380	1,640	1,800	1,060	3,320
9927	K3 III	2,34	4399	0,0076	1,280	1,525	1,615	0,960	2,760
21120	G6 III	2,75	5052	-0,1692	0,890	1,032	1,140	0,665	2,015
25604	K0 III	2,77	4767	0,0368	1,075	1,261	1,320	0,790	2,405
26630	G0 Ib	1,50	4969	-0,4324	0,955	1,081	1,350	0,800	2,220
28100	G7 IIIa	2,65	4914	-0,2464	0,980	1,133	1,230	0,720	-
29139	K5 III	1,59	3920	-0,336	1,535	1,777	2,175	1,235	3,675
37160	K0 IIIb	2,98	4765	-0,604	0,950	1,103	1,310	0,760	2,400
37984	K1 III	2,49	4455	-0,516	1,170	1,368	1,490	0,880	2,790
38656	G8 III	2,77	4937	-0,2592	0,940	1,107	1,220	0,730	2,190
40035	K0 III	2,85	4795	-0,168	0,990	1,184	1,270	0,770	2,260
43039	G8,5 IIIb	2,81	4776	-0,2956	1,025	1,194	1,335	0,795	2,405
47174	K3 Iab	2,30	4462	-0,0792	1,235	1,465	1,500	0,900	2,725
49293	K0 IIIa	2,59	4694	-0,0904	1,110	1,314	1,340	0,790	-
58207	G9 IIIb	2,92	4740	-0,182	1,040	1,200	1,270	0,770	2,330
62509	K0 IIIb	2,96	4866	-0,0636	1,000	1,130	1,270	0,745	2,235
119228	M2 III	1,60	3726	0,3504	1,630	1,955	2,520	1,400	4,250
124897	K1,5 III	2,19	4362	-0,5672	1,230	1,343	1,655	1,000	2,960
127665	K3 III	2,22	4362	-0,1292	1,300	1,549	1,570	0,920	2,930

HD	Tipo Espectral	log g	T <sub>ef</sub> (K)	[Fe/H]	B - V	B <sub>T</sub> - V <sub>T</sub>	V - I	V - R	V - K
133124	K4 III	1,68	4025	-0,014	1,500	1,802	1,980	1,190	-
133208	G8 IIIa	3,06	5008	-0,1028	0,970	1,109	1,090	0,650	2,160
135722	G8 III	2,93	4841	-0,4356	0,950	1,111	1,240	0,730	2,270
140573	K2 IIIb	2,76	4586	0,0524	1,170	1,401	1,370	0,810	2,555
141714	G3,5 III	3,15	5298	-0,2928	0,800	0,891	1,050	0,630	-
146791	G9,5 IIIb	3,03	4908	-0,2268	0,985	1,130	1,175	0,685	2,245
148387	G8 IIIb	3,10	5016	-0,1796	0,905	1,061	1,085	0,625	2,140
148856	G7 IIIa	2,62	5016	-0,2316	0,940	1,095	1,105	0,635	2,155
149161	K4 III	1,60	3952	-0,2132	1,490	1,791	2,060	1,200	3,640
163588	K2 III	2,61	4525	-0,048	1,180	1,397	1,420	0,830	2,720
163917	G9 III	2,76	4919	0,0356	0,995	1,174	1,160	0,675	2,220
163993	G8 III	2,5	5010	0,278	0,940	1,077	1,150	0,690	2,080
164058	K5 III	1,55	3986	-0,1176	1,520	1,843	1,995	1,130	3,515
169414	K2 III	2,67	4485	-0,146	1,180	1,390	1,450	0,850	2,680
173764	G4 IIa	0,94	4728	-0,1388	1,090	1,258	1,360	0,790	2,480
175492	G4 III	2,94	5189	-0,1164	0,780	0,892	1,100	0,640	2,040
176411	K1 III	2,91	4719	-0,0164	1,080	1,254	1,280	0,760	2,330
181276	G9 III	2,95	5007	-0,0772	0,970	1,107	1,090	0,620	2,115
185758	G1 II	3,11	5422	-0,1572	0,770	0,885	0,940	0,570	1,730
186791	K3 II	1,63	4087	-0,3392	1,530	1,828	1,825	1,075	3,325
192947	G6/G8 III	3,05	4947	-0,2012	0,950	1,101	1,160	0,690	2,100
197989	K0 III	2,89	4807	-0,2392	1,030	1,215	1,260	0,730	2,350
203504	K1 III	2,69	4731	-0,1076	1,110	1,304	1,330	0,785	2,460
205512	K1 II	2,76	4764	-0,0264	1,080	1,286	1,360	0,820	2,470
211391	G8 III	2,94	4999	0,0296	0,990	1,140	1,180	0,700	2,140
212943	K0 III	2,85	4692	-0,3452	1,060	1,223	1,340	0,780	2,460
214868	K2 III	2,32	4346	-0,2876	1,330	1,558	1,600	0,920	2,950
215182	G2 II-III	2,48	5123	-0,2028	0,855	0,981	1,120	0,640	2,015
216131	G8 III	3,05	5012	-0,1792	0,940	1,079	1,150	0,680	2,050
217906	M2,5 II-III	1,20	3609	-0,1064	1,670	1,953	2,820	1,495	4,665
220954	K1 III	2,78	4757	-0,0892	1,080	1,254	1,330	0,800	2,420
221115	G7 III	2,91	5025	-0,016	0,940	1,086	1,190	0,740	2,120

## APÊNDICE B

A **tabela B** mostra os índices de similaridade fotométrica de todas as estrelas selecionadas nos estágios ZAMS e SG (ver **seção 1.3.4**). Os valores dos índices de cor ( $B - V$ ) e ( $B_T - V_T$ ) são dados, respectivamente, pelos catálogos Tycho e INCA (Input Catalogue) do satélite Hipparcos (ESA 1997). Os índices ( $b - y$ ) e  $m_1$  foram obtidos dos catálogos F (Olsen 1983) e G (Olsen 1993, 1994a, 1994b). Vale lembrar que todos os valores de ( $b - y$ ) e  $m_1$  retirados do primeiro foram convertidos para a escala do catálogo G através da equação de Olsen (1993). O índice de similaridade fotométrica ( $S$ ) foi calculado a partir da **equação (1.12)**. No estágio ZAMS, os erros médios são:  $\sigma(B - V) = 0,007$ ,  $\sigma(B_T - V_T) = 0,014$ ,  $\sigma(b - y) = 0,003$  e  $\sigma(m_1) = 0,004$ . No estágio SG, os erros médios são:  $\sigma(B - V) = 0,007$ ,  $\sigma(B_T - V_T) = 0,014$ ,  $\sigma(b - y) = 0,003$  e  $\sigma(m_1) = 0,005$ .

**Tabela B:** Índices de similaridade fotométrica para todas as estrelas selecionadas nos estágios ZAMS e SG.

HD	Estágio	B - V	B <sub>T</sub> - V <sub>T</sub>	b - y	m <sub>1</sub>	S
2550	SG	0,691	0,757	0,409	0,208	2,77
8129	ZAMS	0,702	0,811	0,428	0,257	7,74
10370	ZAMS	0,714	0,808	0,422	0,229	7,92
11850	ZAMS	0,711	0,803	0,435	0,248	2,55
13531	ZAMS	0,700	0,798	0,438	0,239	1,68
15942	SG	0,666	0,751	0,419	0,226	0,74
19308	SG	0,672	0,723	0,423	0,208	0,84
21411	ZAMS	0,716	0,825	0,443	0,248	1,04
24040	SG	0,653	0,754	0,421	0,215	0,29
24206	ZAMS	0,684	0,810	0,432	0,245	5,66
24496	ZAMS	0,719	0,828	0,448	0,258	3,66
25918	ZAMS	0,725	0,822	0,440	0,242	0,72
30518	SG	0,673	0,735	-	-	-
31864	ZAMS	0,660	0,823	-	-	-
34540	ZAMS	0,747	0,829	0,440	0,288	23,06
34634	SG	0,699	0,752	0,431	0,206	4,23
35676	ZAMS	0,728	0,818	0,445	0,262	5,19
39881	SG	0,650	0,745	0,417	0,195	2,16
40397	ZAMS	0,720	0,808	-	-	-
43162	ZAMS	0,713	0,792	0,428	0,246	5,09
44219	SG	0,687	0,752	0,420	0,197	2,30
45821	SG	0,700	0,768	0,429	0,215	3,70
55693	SG	0,660	0,736	0,404	0,215	3,22

HD	Estágio	B – V	B <sub>T</sub> – V <sub>T</sub>	b – y	m <sub>1</sub>	S
55720	ZAMS	0,705	0,798	0,437	0,233	1,61
61033	ZAMS	0,724	0,840	0,450	0,247	1,59
62613	ZAMS	0,719	0,831	0,452	0,252	2,57
64114	ZAMS	0,721	0,795	0,438	0,239	1,06
69433	ZAMS	0,731	0,842	0,454	0,258	5,47
69809	SG	0,674	0,752	0,423	0,208	0,58
73226	SG	0,632	0,721	0,397	0,213	8,71
74698	SG	0,665	0,744	0,418	0,200	1,00
75318	ZAMS	0,746	0,843	0,453	0,260	7,60
85301	ZAMS	0,718	0,814	0,436	0,251	2,66
91204	SG	0,651	0,732	0,411	0,208	1,45
100360	SG	0,650	0,737	-	-	-
101501	ZAMS	0,723	0,838	0,446	0,266	6,96
103743	ZAMS	0,640	0,794	0,416	0,221	29,14
106453	ZAMS	0,711	0,793	-	-	-
108309	SG	0,674	0,753	0,418	0,234	2,20
109570	ZAMS	0,692	0,798	0,424	0,238	7,96
111398	SG	0,660	0,724	0,425	0,213	0,84
114260	ZAMS	0,718	0,834	0,452	0,248	1,81
117126	SG	0,651	0,751	0,419	0,195	2,08
122742	ZAMS	0,733	0,838	0,452	0,264	7,31
128987	ZAMS	0,710	0,802	0,439	0,269	8,77
132756	SG	0,691	0,769	0,428	0,225	3,19
138549	ZAMS	0,717	0,837	0,438	0,264	6,63
148577	SG	0,664	0,739	0,416	0,209	0,28
154697	ZAMS	0,735	0,835	0,443	0,255	3,62
161897	ZAMS	0,720	0,809	-	-	-
171918	SG	0,679	0,769	0,426	0,239	4,49
175425	SG	0,669	0,760	0,421	0,205	0,62
182619	ZAMS	0,718	0,813	0,439	0,239	0,54
183263	SG	0,678	0,741	0,408	0,219	2,12
186408	SG	0,643	0,728	0,416	0,201	1,86
194640	ZAMS	0,724	0,817	0,443	0,269	8,18
196050	SG	0,667	0,734	0,411	0,207	1,24
197210	ZAMS	0,711	0,803	0,442	0,241	0,47
203940	SG	0,675	0,737	0,402	0,213	4,26
205067	SG	0,656	0,740	0,407	0,195	3,93
213575	SG	0,668	0,738	0,418	0,202	0,80
213628	ZAMS	0,721	0,816	0,444	0,261	4,56
215028	SG	0,679	0,742	0,414	0,210	0,78

## APÊNDICE C

As **tabelas C** mostram as larguras equivalentes utilizadas no cálculo dos parâmetros atmosféricos (**seção 3.2.3**) das estrelas da nossa amostra. A seleção das melhores linhas espectrais que teriam suas larguras equivalentes medidas foi feita na **seção 3.1.2**. Os comprimentos de onda das linhas e os valores dos respectivos potenciais de ionização ( $\chi$ ) foram retirados do Catálogo do Espectro Solar (Moore et al. 1966). Os valores de  $\log(gf)$  foram calculados na **seção 3.2.2**. O método de medida das larguras equivalentes ( $W$ ) é descrito na **seção 3.1.3**. Algumas linhas não puderam ter as suas larguras equivalentes medidas devido à contaminação por linhas vizinhas, telúricas ou raios cósmicos. Também não apresentamos os valores de  $W$  das linhas que foram eliminadas pelo critério  $2\sigma$  (conforme descrito na **página 64**).

**Tabela C.1:** Larguras equivalentes (em mÅ) das candidatas ZAMS, SG e P com espectros na região  $\lambda 6768$ .

$\lambda$ (Å)	$\chi$ (eV)	$\log(gf)$	Lua	HD 15942	HD 21411	HD 55720	HD 61033 (1)
6703,576	2,76	-3,019	38,2	55,8	40,2	31,9	44,5
6705,105	4,61	-1,050	48,9	67,7	49,3	40,0	56,8
6710,323	1,48	-4,782	17,1	30,9	20,1	23,0	27,8
6713,745	4,79	-1,397	22,5	40,4	23,7	20,6	31,5
6725,364	4,10	-2,172	18,3	32,9	19,9	17,1	20,1
6726,673	4,61	-1,047	47,8	72,5	51,1	41,3	57,8
6732,068	4,58	-2,126	9,6	-	10,0	10,8	11,2
6733,153	4,64	-1,438	28,4	48,5	30,7	27,8	35,3
6750,164	2,42	-2,604	76,4	95,7	76,4	77,3	86,7
6752,716	4,64	-1,183	38,3	61,8	37,4	38,3	44,7
6786,860	4,19	-1,857	27,8	47,6	27,1	30,6	37,9
6793,273	4,07	-2,331	14,6	28,3	17,1	14,2	22,1
6810,270	4,61	-1,003	51,2	74,1	55,9	45,5	55,8
6828,596	4,64	-0,859	57,9	80,8	56,4	51,2	68,3
6833,248	4,64	-1,917	11,5	-	-	6,8	15,9
6837,013	4,59	-1,718	18,4	34,3	17,8	16,9	24,0
6839,835	2,56	-3,328	32,9	-	-	29,4	46,0
6842,689	4,64	-1,139	42,2	-	-	-	52,8

Tabela C.1 (continuação)

$\lambda$ (Å)	$\chi$ (eV)	log ( <i>gf</i> )	Lua	HD 61033 (2)	HD 64114	HD 74698 (1)	HD 74698 (2)
6703,576	2,76	-3,019	38,2	45,8	55,3	45,6	50,2
6705,105	4,61	-1,050	48,9	55,7	55,4	52,0	59,4
6710,323	1,48	-4,782	17,1	24,6	35,2	22,4	24,6
6713,745	4,79	-1,397	22,5	24,0	44,4	26,4	31,4
6725,364	4,10	-2,172	18,3	24,4	-	25,2	20,0
6726,673	4,61	-1,047	47,8	57,5	69,3	57,3	59,6
6732,068	4,58	-2,126	9,6	11,7	-	13,6	14,9
6733,153	4,64	-1,438	28,4	33,9	39,7	34,7	34,7
6750,164	2,42	-2,604	76,4	89,9	89,4	87,5	86,7
6752,716	4,64	-1,183	38,3	-	42,3	48,6	49,6
6786,860	4,19	-1,857	27,8	37,0	33,5	31,4	37,0
6793,273	4,07	-2,331	14,6	16,4	25,5	-	-
6810,270	4,61	-1,003	51,2	59,5	54,3	57,4	63,5
6828,596	4,64	-0,859	57,9	67,8	62,8	64,0	69,6
6833,248	4,64	-1,917	11,5	14,4	-	16,2	-
6837,013	4,59	-1,718	18,4	-	25,7	28,6	27,3
6839,835	2,56	-3,328	32,9	39,4	40,3	38,6	48,6
6842,689	4,64	-1,139	42,2	44,3	-	-	-
$\lambda$ (Å)	$\chi$ (eV)	log ( <i>gf</i> )	Lua	HD 111398	HD 114260	HD 146233	HD 148577 (1)
6703,576	2,76	-3,019	38,2	43,4	45,3	38,6	36,5
6705,105	4,61	-1,050	48,9	53,7	47,7	48,7	51,0
6710,323	1,48	-4,782	17,1	21,5	22,1	-	23,9
6713,745	4,79	-1,397	22,5	26,6	25,1	23,9	24,8
6725,364	4,10	-2,172	18,3	20,9	19,7	19,4	-
6726,673	4,61	-1,047	47,8	55,2	52,0	51,6	51,1
6732,068	4,58	-2,126	9,6	10,7	11,0	10,8	-
6733,153	4,64	-1,438	28,4	30,8	31,5	29,6	30,1
6750,164	2,42	-2,604	76,4	82,3	82,8	82,3	80,1
6752,716	4,64	-1,183	38,3	43,9	43,0	40,6	37,5
6786,860	4,19	-1,857	27,8	32,4	34,7	30,8	36,0
6793,273	4,07	-2,331	14,6	17,4	18,9	16,7	-
6810,270	4,61	-1,003	51,2	57,9	55,7	55,3	62,1
6828,596	4,64	-0,859	57,9	-	61,1	63,1	53,5
6833,248	4,64	-1,917	11,5	-	-	-	13,4
6837,013	4,59	-1,718	18,4	-	22,3	20,4	18,3
6839,835	2,56	-3,328	32,9	-	40,5	33,4	39,3
6842,689	4,64	-1,139	42,2	-	45,4	42,0	-

Tabela C.1 (continuação)

$\lambda$ (Å)	$\chi$ (eV)	log (gf)	Lua	HD 148577 (2)	HD 175425	HD 191053	HD 196050 (1)
6703,576	2,76	-3,019	38,2	37,6	49,0	52,3	47,0
6705,105	4,61	-1,050	48,9	44,0	61,1	51,3	59,7
6710,323	1,48	-4,782	17,1	20,2	23,4	36,8	-
6713,745	4,79	-1,397	22,5	22,6	31,1	26,4	29,5
6725,364	4,10	-2,172	18,3	18,1	24,0	27,4	25,9
6726,673	4,61	-1,047	47,8	46,1	59,0	52,6	63,1
6732,068	4,58	-2,126	9,6	-	-	14,3	-
6733,153	4,64	-1,438	28,4	26,1	39,0	33,0	39,1
6750,164	2,42	-2,604	76,4	79,0	87,0	89,0	87,5
6752,716	4,64	-1,183	38,3	42,1	44,6	46,5	52,9
6786,860	4,19	-1,857	27,8	30,9	43,6	34,4	38,5
6793,273	4,07	-2,331	14,6	19,1	27,1	21,2	19,4
6810,270	4,61	-1,003	51,2	52,3	61,4	55,9	61,8
6828,596	4,64	-0,859	57,9	59,6	68,6	61,2	67,5
6833,248	4,64	-1,917	11,5	-	-	14,1	19,4
6837,013	4,59	-1,718	18,4	-	32,0	22,8	27,1
6839,835	2,56	-3,328	32,9	-	47,0	52,5	43,4
6842,689	4,64	-1,139	42,2	-	-	-	-
$\lambda$ (Å)	$\chi$ (eV)	log (gf)	Lua	HD 196050 (1)	HD 197210	HD 213575	-----
6703,576	2,76	-3,019	38,2	45,1	48,6	39,1	---
6705,105	4,61	-1,050	48,9	58,7	55,5	44,9	---
6710,323	1,48	-4,782	17,1	19,9	25,7	16,6	---
6713,745	4,79	-1,397	22,5	30,2	28,2	-	---
6725,364	4,10	-2,172	18,3	21,4	26,7	18,1	---
6726,673	4,61	-1,047	47,8	57,5	62,1	45,2	---
6732,068	4,58	-2,126	9,6	11,6	11,3	9,2	---
6733,153	4,64	-1,438	28,4	35,8	33,2	26,7	---
6750,164	2,42	-2,604	76,4	85,7	82,1	73,7	---
6752,716	4,64	-1,183	38,3	53,2	42,2	35,9	---
6786,860	4,19	-1,857	27,8	41,1	33,5	27,2	---
6793,273	4,07	-2,331	14,6	18,5	18,5	14,8	---
6810,270	4,61	-1,003	51,2	63,6	59,9	46,8	---
6828,596	4,64	-0,859	57,9	72,7	65,7	54,1	---
6833,248	4,64	-1,917	11,5	17,2	-	-	---
6837,013	4,59	-1,718	18,4	-	24,7	19,3	---
6839,835	2,56	-3,328	32,9	-	-	-	---
6842,689	4,64	-1,139	42,2	-	-	-	---

Tabela C.2: Larguras equivalentes (em mÅ) das candidatas PG e G com espectros na região  $\lambda 6768$ .

$\lambda$ (Å)	$\chi$ (eV)	log (gf)	Lua	HD 834	HD 16695	HD 16802	HD 22918
6703,576	2,76	-3,013	38,2	74,8	82,9	122,6	70,2
6705,105	4,61	-1,033	48,9	72,7	75,1	110,5	63,9
6710,323	1,48	-4,793	17,1	61,1	64,6	136,3	56,5
6713,745	4,79	-1,386	22,5	41,6	43,1	64,6	37,3
6725,364	4,10	-2,166	18,3	42,7	42,7	64,3	37,9
6726,673	4,61	-1,030	47,8	71,1	72,2	92,8	67,0
6732,068	4,58	-2,138	9,6	25,3	24,0	43,7	19,1
6733,153	4,64	-1,428	28,4	50,6	51,6	72,1	45,5
6750,164	2,42	-2,554	76,4	111,6	116,1	165,3	106,6
6752,716	4,64	-1,170	38,3	-	-	-	63,4
6786,860	4,19	-1,850	27,8	53,7	56,0	77,5	48,8
6793,273	4,07	-2,329	14,6	40,2	40,7	66,1	33,6
6810,270	4,61	-0,984	51,2	76,0	80,6	104,6	67,0
6828,596	4,64	-0,833	57,9	83,8	86,3	114,7	76,9
6833,248	4,64	-1,915	11,5	29,9	32,4	-	20,4
6837,013	4,59	-1,711	18,4	39,5	39,9	63,2	37,0
6839,835	2,56	-3,330	32,9	-	-	-	-
6842,689	4,64	-1,121	42,2	-	-	-	-
$\lambda$ (Å)	$\chi$ (eV)	log (gf)	Lua	HD 34616	HD 138685	HD 150050	HD 151202
6703,576	2,76	-3,013	38,2	75,9	104,1	115,2	78,1
6705,105	4,61	-1,033	48,9	79,3	91,1	104,2	78,0
6710,323	1,48	-4,793	17,1	64,6	112,9	131,1	69,9
6713,745	4,79	-1,386	22,5	45,9	54,8	68,5	45,3
6725,364	4,10	-2,166	18,3	-	56,5	62,8	45,5
6726,673	4,61	-1,030	47,8	79,2	83,2	93,8	73,3
6732,068	4,58	-2,138	9,6	25,7	34,5	43,5	-
6733,153	4,64	-1,428	28,4	53,3	62,4	75,2	55,2
6750,164	2,42	-2,554	76,4	114,2	151,6	167,7	119,1
6752,716	4,64	-1,170	38,3	72,3	-	-	-
6786,860	4,19	-1,850	27,8	55,2	70,3	80,0	55,1
6793,273	4,07	-2,329	14,6	37,2	59,1	68,7	39,6
6810,270	4,61	-0,984	51,2	81,4	90,8	100,0	77,0
6828,596	4,64	-0,833	57,9	84,5	97,0	109,5	84,4
6833,248	4,64	-1,915	11,5	29,2	-	59,4	35,0
6837,013	4,59	-1,711	18,4	42,6	54,6	60,1	42,0
6839,835	2,56	-3,330	32,9	-	-	-	79,7
6842,689	4,64	-1,121	42,2	-	-	-	66,0



Tabela C.2 (continuação)

$\lambda$ (Å)	$\chi$ (eV)	log (gf)	Lua	HD 164712	HD 210681	HD 223774	-----
6703,576	2,76	-3,013	38,2	112,9	80,0	108,4	---
6705,105	4,61	-1,033	48,9	103,3	83,7	90,7	---
6710,323	1,48	-4,793	17,1	-	68,7	111,3	---
6713,745	4,79	-1,386	22,5	63,5	47,5	50,4	---
6725,364	4,10	-2,166	18,3	63,6	47,1	56,3	---
6726,673	4,61	-1,030	47,8	89,8	80,7	81,0	---
6732,068	4,58	-2,138	9,6	48,0	-	35,3	---
6733,153	4,64	-1,428	28,4	71,3	58,2	61,6	---
6750,164	2,42	-2,554	76,4	161,4	122,4	150,2	---
6752,716	4,64	-1,170	38,3	-	82,1	54,6	---
6786,860	4,19	-1,850	27,8	74,2	56,9	65,6	---
6793,273	4,07	-2,329	14,6	63,3	40,4	55,5	---
6810,270	4,61	-0,984	51,2	97,5	81,7	89,4	---
6828,596	4,64	-0,833	57,9	102,0	90,9	100,2	---
6833,248	4,64	-1,915	11,5	48,2	34,5	38,3	---
6837,013	4,59	-1,711	18,4	52,6	-	53,8	---
6839,835	2,56	-3,330	32,9	-	-	-	---
6842,689	4,64	-1,121	42,2	-	-	-	---

Tabela C.3: Larguras equivalentes (em mÅ) das candidatas SG com espectros na região  $\lambda$ 6563.

$\lambda$ (Å)	Elemento	$\chi$ (eV)	log (gf)	Lua	HD 69809	HD 215028
6496,472	Fe I	4,79	-0,351	80,8	-	157,9
6498,945	Fe I	0,96	-4,552	50,7	66,8	61,3
6532,881	Ni I	1,93	-3,297	20,1	-	94,5
6533,940	Fe I	4,56	-0,792	65,6	54,9	-
6593,884	Fe I	2,43	-2,325	90,4	105,1	63,3
6598,611	Ni I	4,23	-0,876	27,7	41,1	19,5
6609,118	Fe I	2,56	-2,611	69,3	83,5	47,8
6627,560	Fe I	4,55	-1,374	34,1	40,3	-

Tabela C.4: Larguras equivalentes (em mÅ) das candidatas ZAMS e SG com espectros na região  $\lambda 6655$ .

$\lambda$ (Å)	$\chi$ (eV)	log ( <i>gf</i> )	Lua	HD 13531	HD 19308	HD 24040	HD 25918	HD 182619
6608,044	2,28	-3,955	18,1	24,8	22,5	27,4	31,4	-
6609,118	2,56	-2,635	68,3	76,7	76,7	80,2	81,7	79,4
6625,039	1,01	-5,200	18,6	-	-	24,9	-	30,6
6627,560	4,55	-1,447	30,6	34,0	40,9	40,6	51,0	34,9
6633,427	4,83	-1,046	37,5	35,3	39,6	45,5	-	40,9
6634,123	4,79	-0,933	45,5	40,2	-	-	-	44,8
6646,966	2,61	-3,787	13,6	-	18,3	19,3	31,2	-
6653,911	4,15	-2,309	13,2	-	15,9	18,0	-	-
6699,136	4,59	-2,064	9,1	12,9	12,6	12,5	-	-
6703,576	2,76	-3,019	38,1	47,4	45,0	50,1	51,2	47,2
6705,105	4,61	-1,050	47,7	51,8	57,1	60,3	59,7	54,3
6710,323	1,48	-4,782	17,0	-	25,1	24,8	-	23,0
6713,745	4,79	-1,397	23,6	-	28,6	31,2	34,1	27,7
6716,252	4,58	-1,592	23,2	-	25,0	-	-	-
6725,364	4,10	-2,172	19,4	24,4	23,3	28,3	-	23,7
6726,673	4,61	-1,047	49,2	55,3	55,3	60,2	53,9	53,3
6732,068	4,58	-2,126	6,9	-	-	-	-	-
6733,153	4,64	-1,438	26,3	32,8	35,7	37,1	41,4	28,3
6739,524	1,56	-4,830	13,5	21,3	-	-	-	22,2
6745,113	4,58	-1,950	12,0	-	-	-	12,1	15,6
6745,984	4,07	-2,486	10,9	-	-	-	-	-
6750,164	2,42	-2,604	77,7	89,9	89,1	89,1	99,0	89,1
6752,716	4,64	-1,183	41,1	42,6	49,6	53,3	52,0	52,0
6793,273	4,07	-2,331	15,1	-	21,1	21,4	-	16,9

**Tabela C.5:** Larguras equivalentes (em mÅ) das candidatas PG e G com espectros na região  $\lambda 6655$ .

$\lambda$ (Å)	$\chi$ (eV)	log (gf)	Lua	HD 11613	HD 23249	HD 71071	HD 88399	HD 113226
6608,044	2,28	-3,959	18,1	108,3	53,3	59,1	111,1	66,1
6609,118	2,56	-2,591	68,3	156,5	-	120,1	171,3	128,3
6625,039	1,01	-5,208	18,6	-	65,8	-	-	83,9
6627,560	4,55	-1,437	30,6	76,8	51,8	58,8	96,2	66,6
6633,427	4,83	-1,032	37,5	-	55,3	58,8	-	-
6634,123	4,79	-0,917	45,5	-	-	70,4	126,4	-
6646,966	2,61	-3,790	13,6	86,7	39,3	39,4	93,3	-
6653,911	4,15	-2,306	13,2	47,7	27,2	33,1	49,9	37,0
6699,136	4,59	-2,076	9,1	37,1	19,5	23,2	62,7	30,2
6703,576	2,76	-3,013	38,1	107,6	71,0	75,4	128,9	89,2
6705,105	4,61	-1,033	47,7	94,3	70,3	75,9	119,1	88,6
6710,323	1,48	-4,793	17,0	121,6	57,6	60,5	130,7	76,0
6713,745	4,79	-1,386	23,6	54,3	38,7	42,9	71,5	51,5
6716,252	4,58	-1,581	23,2	-	-	43,4	-	-
6725,364	4,10	-2,166	19,4	54,3	39,5	40,3	65,5	51,6
6726,673	4,61	-1,030	49,2	77,9	69,5	74,0	97,1	81,5
6732,068	4,58	-2,138	6,9	34,7	19,4	19,3	41,6	26,4
6733,153	4,64	-1,428	26,3	60,3	48,0	48,1	70,1	61,0
6739,524	1,56	-4,838	13,5	90,3	48,9	45,1	97,3	58,8
6745,113	4,58	-1,947	12,0	42,3	-	21,5	49,8	31,1
6745,984	4,07	-2,486	10,9	37,2	22,3	21,6	42,1	26,8
6750,164	2,42	-2,554	77,7	154,7	112,0	121,6	170,7	136,7
6752,716	4,64	-1,170	41,1	-	64,2	69,0	-	-
6793,273	4,07	-2,329	15,1	60,4	32,0	35,2	70,3	50,4

## REFERÊNCIAS

- Allen, C.W., 1973, *Astrophysical Quantities*, 2<sup>nd</sup> Edition, London: The Athlone Press.
- Allende Prieto, C., Barklem, P.S., Lambert, D.L., Cunha, K., 2004, *A&A*, 420, 183.
- Applegate, J.H., 1988, *ApJ*, 329, 803.
- Arenou, F., Grenon, M., Gómez, A., 1992, *A&A*, 258, 104.
- Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A.J., Allende Prieto, C., Kiselman, D., 2004, *A&A*, 417, 751.
- Azevedo Silva, D.J., Porto de Mello, G.F., De Medeiros, J.R., 2002, *Boletim da SAB*, Vol. 22, nº 1, p. 109.
- Balázs, B., 2000, *SETI and the Galactic Belt of Intelligent Life*, ASP Conf. Ser. 213, *Bioastronomy 99: A New Era in the Search for Life in the Universe*, 441.
- Baliunas, S.L., Donahue, S.A., Soon, W.H., Horne, J.H., Frazer, J., Woodard-Eklund, L., Bradford, M., Rao, L.M., Wilson, O.C., Zhang, Q., Bennet, W., Briggs, J., Carroll, S.M., Duncan, D.K., Figueroa, D., Lanning, H.H., Misch, A., Mueller, J., Noyes, R.W., Poppe, D., Porter, A.C., Robinson, C.R., Russell, J.A., Shelton, J.C., Soyumer, T., Vaughan, A.H., Whitney, J.H., 1995b, *ApJ*, 438, 269.
- Berdyugina, S.V., Järvinen, S.P., 2005, *AN*, 326, 283.
- Bernkopf, J., 1998, *A&A*, 332, 127.
- Blackwell, D.E., Lynas-Gray, A.E., Petford A.D., 1991, *A&A*, 245, 567.
- Blackwell, D.E., Lynas-Gray, A.E., 1994, 282, 899.
- Bressan, A., Fagotto, F., Bertelli, G., Chiosi, C., 1993, *A&AS*, 100, 647.
- Carroll, B.W., Ostlie, D.A., *An Introduction to Modern Astrophysics*, 1996, Addison-Wesley Publishing Company, Inc.
- Castro, S., Porto de Mello, G.F., da Silva, L., 1999, *M.N.R.A.S.*, 305, 693.
- Cayrel de Strobel, G., Knowles, N., Hernandez, G., Bentolila, C., 1981, *A&A*, 94, 1.
- Cayrel de Strobel, G., Bentolila, C., 1989, *A&A* 211, 324.
- Cayrel de Strobel, G., Hauck, B., Francois, P., Thevenin, F., Friel, E., Mermilliod, M., Borde, S., 1992, *A&AS*, 95, 273.
- Cayrel de Strobel, G., 1996, *A&AR*, 7, 243.
- Charbonnel, C., Meynet, G., Maeder, A., Schaller, G., Schaerer, D., 1993, *A&A*, 102, 339.
- Charbonnel, C., Däppen, W., Schaerer, D., Bernasconi, P.A., Maeder, A., Meynet, G., Mowlavi, N., 1999, *A&AS*, 135, 405.

- Chen, Y.Q., Nissen, P.E., Benoni, T., Zhao, G., 2001, *A&A*, 371, 943.
- Curcio, J.A., Drummer, L.F., Knestrick, G.L., 1964, *Applied Optics*, 3, 1401, published by Optical Society of America.
- da Silva, L., Porto de Mello, G.F., 2000, *Proceedings of IAU Symposium 198, The Light Elements and their Evolution*, edited by da Silva, L., Spite, M., de Medeiros, J.R., p. 495.
- da Silva, R.O., 2000, *Busca Fotométrica e Espectroscópica de Estrelas Gêmeas Solares, Monografia de Conclusão do Curso de Graduação em Astronomia na UFRJ*, Observatório do Valongo (UFRJ), Rio de Janeiro.
- da Silva, R.O., 2002, *Composição Química, Evolução e Cinemática de Estrelas de Tipo Solar, Dissertação de Mestrado*, Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais (MCT), São José dos Campos, São Paulo.
- de la Reza, R., Drake, N.A., da Silva, L., 1996, *ApJ*, 456, L115.
- de la Reza, R., Drake, N.A., da Silva, L., Torres, C.A.O., Martin, E.L., 1996, *ApJ*, 482, L77.
- del Peloso, E.F., da Silva, L., Porto de Mello, G.F., 2000, *A&A*, 358, 233.
- del Peloso, E.F., da Silva, L., Arany-Prado, L.I., Porto de Mello, G.F., 2005b, *A&A*, 434, 301.
- Denhen, W., Binney, J.J., 1998, *M.N.R.A.S.*, 298, 387.
- Di Bartolo, L., 2005, *Estrelas Gêmeas Solares: Análise Detalhada das Melhores Candidatas, Dissertação de Mestrado*, Observatório do Valongo (UFRJ), Rio de Janeiro.
- do Nascimento, J.D., Jr., Canto Martins, B.L., Melo, C.H.F., Porto de Mello, G.F., De Medeiros, J.R., 2003, *A&A*, 405, 723.
- Dorren, J.D., Guinan, E.F., 1994, *ApJ*, 428, 805.
- Dravins, D., Lindegren, L., Nordlund, Å., VandenBerg, D.A., 1993a, *ApJ*, 403, 385.
- Dravins, D., Linde, P., Fredga, K., Gahm, G.F., 1993b, *ApJ*, 403, 396.
- Dravins, D., Linde, P., Ayres, T.R., Linsky, J.L., Monsignori-Fossi, B., Simon, T., Wallinder, F., 1993c, *ApJ*, 403, 412.
- Edvardsson, B., Andersen, J., Gustafsson, B., Lambert, D.L., Nissen, P.E., Tomkin, J., 1993, *A&A*, 275, 101.
- ESA, *The Hipparcos and Tycho Catalogues*, 1997a, ESA SP-1200.
- Favata, F., Micela, G., Sciortino, S., 1997, *A&A*, 322, 131.
- Feltzing, S., Gustafsson, B., 1998, *A&A*, 129, 237.

- Friel, E., Cayrel de Strobel, G., Chmielewski, Y., Spite, M., Lèbre, A., Bentolila, C., 1993, *A&A*, 274, 825.
- Fuhrmann, K., Axer, M., Gehren, T., 1993, *A&A*, 271, 451.
- Gaidos, E.J., 1998, *PASP*, 110, 1259.
- Gaidos, E.J., Henry, G.W., Henry, S.M., 2000, *AJ*, 120, 1006.
- Gaidos, E.J., Gonzalez, G., 2002, *New Astronomy*, 7, 211.
- Girardi, L., Bressan, A., Bertelli, G., Chiosi, C., 2000, *A&AS*, 141, 371.
- Gray, D.F., 1992, *The Observation and Analysis of Stellar Photospheres*, Cambridge University Press.
- Grevesse, N., Anders, E., 1991, *Solar Interior and Atmosphere*, The University of Arizona Press, p. 1227.
- Grevesse, N., Noels, A., 1993, *Origin and Evolution of the Elements*, Cambridge University Press.
- Güdel, M., Guinan, E.F., Skinner, S.L., 1997, *ApJ*, 483, 947.
- Gustafsson, B., Bell, R.A., Eriksson, K., Nordlund, Å., 1975, *A&A*, 42, 407.
- Habets, G.M.H.J., Heintze, J.R.W., 1981, *A&AS*, 46, 193.
- Hall, J.C., Lockwood, G.W., 2000, *ApJ*, 545, L43.
- Hardorp, J., 1978, *A&A*, 63, 383.
- Hardorp, J., 1982, *A&A*, 105, 120.
- Henry, T.J., Soderblom, D.R., Donahue, R.A., Baliunas, S.L., 1996, *AJ*, 111, 439.
- Hünsch, M., Schmitt, J.H.M.M., Voges, W., 1998, *A&AS*, 132, 155.
- Hünsch, M., Schmitt, J.H.M.M., Sterzik, M.F., Voges, W., 1999, *A&AS*, 135, 319.
- Johnson, H.L., Iriarte, B., Mitchell, R.I., Wisniewskj, W.Z., 1966, *Communications of the Lunar and Planetary Laboratory*, 4, 99.
- Kim, Y.-C., Demarque, P., Yi, S.K., Alexander, D.R., 2002, *ApJS*, 143, 499.
- King, J.R., Deliyannis, C.P., Hiltgen, D.D., Stephens, A., Cunha, K., Boesgaard, A.M., 1997, *AJ*, 113, 1871.
- König, B., Guenther, E.W., Woitas, J., Hatzes, A.P., 2005, *A&A*, 435, 215.
- Kurucz, R.L., Furenlid, I., Brault, J., Testerman, L., 1984, *Solar Flux Atlas from 296 to 1300 nm*, National Solar Observatory Atlas, Sunspot, New Mexico: NSO.
- Jones, H.R.A., Paul Butler, R., Marcy, G.W., Tinney, C.G., Penny, A.J., McCarthy, C., Carter, B.D., 2002, *M.N.R.A.S.*, 337, 1170.

- Landolt-Börnstein, 1982, *Numerical Data and Functional Relationships in Science and Technology, New Series, Group VI, Astronomy and Astrophysics, Volume 2, Subvolume B*, edited by Schaifers, K., Voigt, H.H., Landolt, H., Börnstein, R., Hellwege, K.H., Berlin: Springer Verlag.
- Leitch, E.M., Vasisht, G., 1998, *New Astronomy*, 3, 51.
- Lépine, J.R.D., Mishurov, Y.N., Dedikov, S.Y., 2001, *ApJ*, 546, 234.
- Lockwood, G.W., Skiff, B.A., Radick, R.R., 1997, *ApJ*, 485, 789.
- Lyra, W., 2003, *Calibração da Linha Ha como Diagnóstico Cromosférico e Indicador de Idade em Estrelas de Tipo Solar, Monografia de Conclusão do Curso de Graduação em Astronomia na UFRJ, Observatório do Valongo (UFRJ), Rio de Janeiro.*
- Lyra, W., Porto de Mello, G.F., 2005, *A&A*, 431, 329.
- Meylan, T., Furenlid, I., Wiggs, M.S., Kurucz, L.R., 1993, *ApJS*, 85, 163.
- Mihalas, D., 1978, *Stellar Atmospheres*, W.H. Freeman and Company.
- Mitchell, R.I., Iriarte, B., Steinmetz, D., Johnson, H.L., 1964, *Boletín de los Observatorios Tonantzintla y Tcubaya*, 3, 153.
- Moore, C.E., Minnaert, M.G.J., Houtgast, J., 1966, *The Solar Spectrum 2935Å to 8770Å*, National Bureau of Standards Monograph, Washington: US Government Printing Office.
- Novotny, E., 1973, *Introduction to Stellar Atmospheres and Interiors*, Oxford University Press.
- Olsen, E.H., 1983, *A&AS*, 54, 55.
- Olsen, E.H., 1993, *A&AS*, 102, 89.
- Olsen, E.H., 1994a, *A&AS*, 104, 429.
- Olsen, E.H., 1994b, *A&AS*, 106, 257.
- Parker, E.N., 1955, *ApJ*, 122, 293.
- Pasquini, L., Pallavicini, R., 1991, *A&A*, 251, 199.
- Pasquini, L., Liu, Q., Pallavicini, R., 1994, *A&A*, 287, 191.
- Pasquini, L., 2000, *Proceedings of IAU Symposium 198, The Light Elements and their Evolution*, edited by da Silva, L., Spite, M., de Medeiros, J.R., p. 269.
- Porto de Mello, G.F., 1996, *A Distribuição de Abundâncias em Estrelas de Tipo Solar na Vizinhança Solar, Tese de Doutorado*, Observatório Nacional (MCT), Rio de Janeiro.
- Porto de Mello, G.F., da Silva, L., 1997, *ApJ*, 482, L89.

- Porto de Mello, G.F., del Peloso, E.F., Ghezzi, L., 2005a, aceito no *Astrobiology*, disponível no link <<http://arxiv.org/abs/astro-ph/0511180>>.
- Porto de Mello, G.F., da Silva, R.O., da Silva, L., 2005b, *em preparação*.
- Praderie, F., 1967, *AnAp*, 30, 31.
- Ribas, I., Guinan, E.F., Güdel, M., Audard, M., 2005, *ApJ*, 622, 680.
- Rocha-Pinto, H.J., Maciel, W.J., 1996, *MNRAS*, 279, 447.
- Rocha-Pinto, H.J., 2000, *A Evolução do Disco Galáctico Segundo as Propriedades de suas Anãs Tardias, Tese de Doutorado*, Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas (USP), São Paulo.
- Rosner, R., Weiss, N.O., 1992, *Proceedings of the National Solar Observatory/Sacramento Peak 12th Summer Workshop, The Solar Cycle*, ASP Conference Series (ASP: San Francisco), vol. 27, p. 511.
- Sackmann, I.-J., Boothroyd, A.I., Kraemer, K.E., 1993, *ApJ*, 418, 457.
- Salim, S., Gould, A., 2003, *ApJ*, 582, 1011.
- Schaerer, D., Meynet, G., Maeder, A., Schaller, G., 1992, *A&AS*, 98, 523.
- Schaerer, D., Charbonnel, C., Meynet, G., Maeder, A., Schaller, G., 1993, *A&AS*, 102, 339.
- Schaller, G., Schaerer, D., Meynet, G., Maeder, A., 1992, *A&AS*, 96, 269.
- Schmitt, J.H.M.M., Liefke, C., 2004, *A&A*, 417, 651.
- SIMBAD Astronomical Database*, Centre de Données Astronomiques de Strasbourg (CDS), disponível no link <<http://simbad.u-strasbg.fr/Simbad>>.
- Smiljanic, R.H.S., 2003, *Análise Detalhada de Abundâncias de Estrelas Gigantes de Bário, Monografia de Conclusão do Curso de Graduação em Astronomia na UFRJ*, Observatório do Valongo (UFRJ), Rio de Janeiro.
- Soderblom, D.R., 1985, *AJ*, 90, 2103.
- Soubiran, C., Triaud, A., 2004, *A&A*, 418, 1089.
- Strassmeier, K.G., Washuettl, A., Granzer, Th., Scheck, M., Weber, M., 2000, *A&AS*, 142, 275.
- Strömgren, B., 1963, *QJRAS*, 4, 8.
- Telleschi, A., Güdel, M., Briggs, K., Audard, M., Ness, J.-U., Skinner, S.L., 2005, *ApJ*, 622, 653.
- Thévenin, F., Idiart, T.P., 1999, *ApJ*, 521, 753.



*Thorium-Argon Spectral Atlas 3005Å to 10598Å*, Kitt Peak National Observatory (KPNO), National Optical Astronomy Observatories (NOAO), disponível no link <<http://www.noao.edu/kpno/specatlas/thar/thar.html>>.

Turnbull, M.C., Tarter, J.C., 2003a, *ApJS*, 145, 181.

Woolley, R., Epps, E.A., Penston, M.J., Pocock, S.B., 1970, *Royal Observatory Annals*, 5.

Yi, S.K., Kim, Y.-C., Demarque, P., 2003, *ApJS*, 144, 259.