

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

Letícia Dutra Ferreira

**A RELAÇÃO IDADE-ATIVIDADE EM ESTRELAS
DE TIPO SOLAR A PARTIR DA LINHA $H\alpha$**



Letícia Dutra Ferreira

A RELAÇÃO IDADE-ATIVIDADE EM ESTRELAS DE TIPO SOLAR A PARTIR DA LINHA $H\alpha$

Dissertação de Mestrado apresentada ao Programa de Pós-graduação em Astronomia, Observatório do Valongo, da Universidade Federal do Rio de Janeiro, como requisito parcial à obtenção do título de Mestre em Astronomia.

Orientador: Prof. Dr. Gustavo Frederico Porto de Mello.

Rio de Janeiro
Fevereiro de 2010

Dutra Ferreira, Letícia

A Relação Idade-Atividade em Estrelas
de Tipo Solar a partir da linha $H\alpha$

Letícia Dutra Ferreira

- Rio de Janeiro: UFRJ/OV, 2009

xiii, 79f.:il; 30 cm

Orientador: Gustavo Frederico Porto de Mello.

Dissertação (mestrado) - UFRJ/ OV/ Programa de Pós-graduação
em Astronomia, 2009.

Referências Bibliográficas: f: 81-85.

1. Estrelas
 2. Cromosfera
 3. Atmosferas
 4. Vizinhança Solar
 5. Espectroscopia
 6. Formação de linhas
- I. Porto de Mello, Gustavo F.
II. Universidade Federal do Rio de Janeiro, Observatório do Valongo,
Programa de Pós-graduação em Astronomia, 2010
III. Título.

Viver é lutar.
A vida é combate,
Que aos fracos abate,
Que os fortes, os bravos
Só pode exaltar
(Gonçalves Dias)

"¿Que hay en una estrella?

Nosotros mismos.

Todos los elementos de nuestro cuerpo y del planeta
estuvieron en las entrañas de una estrella.

Somos polvo de estrellas."

Ernesto Cardenal, "Cántico Cósmico"

Agradecimentos

Aos meus pais, que compreenderam e continuam a investir na minha formação profissional. Obrigada por todo amor e carinho que dedicam a mim e pelo imenso apoio ao longo destes últimos anos.

Ao meu orientador Gustavo Frederico Porto de Mello, por me ajudar a desenvolver este projeto e por me proporcionar um grande amadurecimento profissional nestes últimos dois anos. Obrigada pelos bons conselhos, pela atenção e cuidado comigo durante o projeto de mestrado. Obrigada por sua descontração e amizade.

Aos meus padrinhos e meus familiares, pelo apoio a minha carreira.

Aos meus queridos amigos da pós-graduação, pela amizade e pela acolhida no instituto. Obrigada pelas ricas e longas discussões nos seminários por nós organizados, pelas reuniões com café e/ou pastel, e pelo grande apoio que recebi de todos vocês durante o mestrado. Espero um dia poder dividir com vocês novamente o prazer de trabalhar no mesmo instituto (Curitiba?).

Ao Diego, pelas ricas discussões sobre atividade estelar e pelo auxílio no desenvolvimento do programa de automatização de idades.

Aos meus amigos, em especial à Flávia e ao Bruno, pela grande amizade e carinho ao longo de tantos anos.

Ao Marcelo, pela companhia e pelo apoio durante os últimos meses de desenvolvimento deste trabalho. Obrigada por tornar a minha vida mais feliz ao longo destes últimos meses.

À todos os funcionários do Valongo, pela acolhida, pelo carinho e pela amizade durante o período deste mestrado.

À Porto de Mello Foundation, pelo auxílio nos momentos difíceis.

Ao programa de pós-graduação e a diretoria do Observatório do Valongo, pelo esforço em sempre fornecer aos alunos as melhores condições de trabalho no instituto.

Aos meus professores da pós-graduação, por ministrarem excelentes cursos.

Ao programa de financiamento da CAPES, pela bolsa de mestrado que recebi durante 1 ano.

Ao CNPq, pelo financiamento para a participação de missões de observação no LNA.

À FAPERJ e ao CNPq pelo financiamento de infra-estrutura do instituto.

Resumo

Através do estudo do fluxo cromosférico absoluto da linha de $H\alpha$, investigamos a relação idade–atividade para 250 estrelas de tipo solar, com espectros de boa resolução espectral e razão sinal–ruído. Adicionalmente, utilizamos esta transição para determinar uma escala homogênea de temperaturas efetivas, que foi utilizada para uniformizar a escala final de temperaturas efetivas utilizadas neste trabalho. Derivamos massas, idades, raios e gravidades evolutivas para todas as estrelas da amostra por meio de trajetórias modernas de curvas isócronas e isóbaras disponíveis na literatura.

Apresentamos uma nova calibração de fluxo cromosférico absoluto de $H\alpha$, baseada em modelos teóricos de atmosferas. Estudamos a aplicabilidade de $H\alpha$ como indicador de idades considerando o maior número possível de parâmetros estelares evolutivos e estruturais, para identificar possíveis outros efeitos além do fluxo cromosférico que possam estar associados à relação idade–atividade. Encontramos que as estrelas anãs seguem uma relação idade–atividade mais ou menos clara até cerca de 2 bilhões de anos de idade. A partir desta idade, o comportamento parece ser mais complexo, dependendo de outras quantidades como massa, metalicidade e raio. As variáveis envolvidas sugerem fortemente que a relação se comporta segundo um modelo de dínamo associado ao número de Rossby, conforme já bem estabelecido na literatura para as linhas H e K do Ca II. Por outro lado, as estrelas subgigantes se subdividem em dois grupos, um que segue a relação com a idade, semelhante às anãs, e outro que não apresenta o mesmo comportamento, resultado este que indica que, nestas estrelas, o mecanismo de emissão cromosférica não é magnetohidrodinâmico e não parece apresentar correlação com a idade. Nossos resultados reforçam o modelo de dínamo como uma explicação natural da relação idade–atividade através do transporte de helicidade da zona convectiva estelar para os campos magnéticos superficiais.

Palavras-chave: estrelas: tipo solar – estrelas: atividade cromosférica – estrelas: idades – estrelas: cromosfera – Galáxia: vizinhança solar – linhas: formação.

Abstract

Through the study of the absolute chromospheric flux of the $H\alpha$ line, we investigated the age–activity relationship for 250 solar type stars. We used spectra with moderately high resolution and signal–to–noise ratio. In addition, we used this line to derive a homogeneous effective temperature scale, which was applied to standardize the effective temperature scale adopted in this work. Masses, ages, radii and evolutionary surface gravities were obtained for all the sample stars, through modern theoretical HR diagrams from the literature. We presented a new $H\alpha$ absolute chromospheric flux calibration, based on stellar atmospheric models. We studied the applicability of $H\alpha$ as an age indicator, considering all the available evolutionary and structural stellar parameters to evaluate which effects are related to the age–activity relationship, besides the chromospheric flux. We found that the dwarf stars maintain a clear age–activity relationship up to about 2 billion years of age. After this age, the behaviour seems to be more complex and depends on other quantities, such as mass, metallicity and radius. The involved variables strongly suggest that the relationship behaves as a dynamo model associated to the Rossby number, as was well established in the literature for the H and K Ca II lines. On the other hand, the subgiant stars can be subdivided in two groups: the first one follows the age relationship, similar to the dwarfs; and the second one does not show the same behavior. This result indicates that the chromospheric emission mechanism in these stars is not magnetohydrodynamic and does not seem to present an age correlation. Our results gives a support to the dynamo model as a natural explanation for the age–activity relationship, through the helicity transport from the convective stellar zone to the superficial magnetic fields.

Keywords: stars: solar type – stars: chromospheric activity – stars: ages – stars: chromosphere – Galaxy: solar neighborhood – lines: formation.

Índice

1	Introdução	1
2	A Formação do Perfil de $H\alpha$	6
2.1	Processos Físicos do Perfil de $H\alpha$	7
2.2	As Asas de $H\alpha$: Indicador de Temperatura Efetiva	9
2.3	O centro de $H\alpha$	12
3	Amostra e Tratamento de Dados	16
3.1	A Amostra	16
3.2	Especificações Técnicas	17
3.3	Redução dos Espectros	19
3.3.1	Determinação da Escala de Comprimento de Onda	20
3.3.2	Correção da Velocidade Radial	21
3.3.3	Normalização do Contínuo	22
4	A Escala de Temperatura Efetiva	26
4.1	Determinação da Temperatura Efetiva por $H\alpha$	27
4.2	Cálculo da Temperatura Fotométrica	33
4.3	A Escala de Temperatura Efetiva Adotada	37
5	Determinação de Massas e Idades	38
5.1	O Método Isocronal	38
5.2	Parâmetros Evolutivos	39
5.3	Determinação de Massas e Idades	41
5.3.1	Gravidades Superficiais e Raios Estelares	45
6	Calibração Absoluta de Fluxo	51
6.1	A Calibração Teórica de Fluxo	52
6.1.1	Análise Estatística: Determinação do Fluxo Absoluto Teórico	55
6.2	Calibração Absoluta de Fluxo	64

7	Resultados e Discussões	68
7.1	Os Subgrupos da Amostra	72
7.2	A Relação Idade-Atividade	75
8	Conclusões e Perspectivas	81
A	Anexo A	90
B	Anexo B	98
C	Anexo C	115
D	Anexo D	122

Lista de Figuras

2.1	Comparação das perturbações das asas das linhas de Balmer pelos parâmetros atmosféricos	11
2.2	Comparação das perturbações das asas das linhas de Balmer por convecção	13
3.1	Histograma da razão S/R dos espectros da amostra	19
3.2	Exemplo da correção da velocidade radial	22
3.3	Exemplo de um espectro não normalizado	24
3.4	Exemplo de um espectro normalizado	24
3.5	Exemplo de um espectro contaminado por raios cósmicos	25
4.1	Ajuste dos modelos teóricos para a determinação da temperatura efetiva .	28
4.2	Exemplo de ajuste para as asas azul e vermelha da estrela HD 30562. . . .	30
4.3	Exemplo de ajuste para as asas azul e vermelha da estrela fria HD 205390 .	31
4.4	Comparação da incerteza da temperatura efetiva de $H\alpha$ versus a temperatura efetiva de $H\alpha$	32
4.5	Comparação da temperatura efetiva da literatura versus a temperatura efetiva de $H\alpha$	32
4.6	Comparação entre as escalas de metalicidades.	34
4.7	Comparação entre a temperatura efetiva de $H\alpha$ versus a temperatura efetiva fotométrica. Escala de metalicidade não-corrigida e corrigida.	36
5.1	Trajatórias de massa (linhas contínuas) para a metalicidade solar de algumas estrelas da amostra.	42
5.2	Diagrama HR da estrelas HD 25918, localizada abaixo da ZAMS.	44
5.3	Trajatória evolutiva de uma estrela localizada na ZAMS	45
5.4	Diagrama de massas e idades para HD 14680	47
5.5	Exemplo de uma estrela com idade marginalmente compatível com a do disco.	48
5.6	Exemplo de uma estrela localizada em uma região de cruzamento das trajetórias de massa e de idades.	49
5.7	Diagrama de massas e idades para HD 105590	50
6.1	Espectros teóricos calculados através dos modelo de atmosferas de NMARCS.	53

6.2	Região 6500 - Região de referência para o cálculo do fluxo absoluto.	54
6.3	Região 6600 - Região de referência para o cálculo do fluxo absoluto.	54
6.4	Região 6614 - Região de referência para o cálculo do fluxo absoluto.	55
6.5	Comparação entre os fluxos nas regiões de referência e $H\alpha$	56
6.6	Comportamento do resíduo do fluxo absoluto na região 6500 contra a temperatura efetiva.	62
6.7	Comportamento do resíduo do fluxo absoluto na região 6500 contra a gravidade superficial.	62
6.8	Comportamento do resíduo do fluxo absoluto na região 6500 contra a metalicidade.	62
6.9	Histograma dos resíduos da regressão multipolinomial para a região de 6500.	63
6.10	Histograma dos resíduos da regressão multipolinomial para a região de 6600.	63
6.11	Histograma dos resíduos da regressão multipolinomial para a região de 6614.	63
6.12	Desvio do fluxo absoluto médio versus o fluxo absoluto e versus a temperatura efetiva.	65
6.13	Desvio do fluxo absoluto médio versus a gravidade superficial e versus a metalicidade.	65
6.14	Fluxo absoluto total de $H\alpha$ versus a temperatura efetiva.	66
7.1	Envoltório de baixa atividade definido pelas estrelas quietas da amostra. . .	70
7.2	Histograma de massas da amostra.	71
7.3	Histograma de metalicidades da amostra.	71
7.4	Fluxos cromosféricos das estrelas de aglomerados e grupos cinemáticos contra a idade.	73
7.5	Fluxos cromosféricos de todas as estrelas da amostra contra a idade.	74
7.6	Fluxos cromosférico de todas as anãs da amostra contra a idade.	75
7.7	Fluxos cromosférico de uma amostra limitada de anãs contra a idade. . . .	79

Lista de Tabelas

4.1	Referências de correção da escala de metalicidade.	33
6.1	Valores da regressão multilinear do fluxo atmosférico para as três regiões de referência.	58
6.2	Incertezas no fluxo atmosférico teórico devido às incertezas dos parâmetros atmosféricos para a regressão multilinear.	59
6.3	Valores da regressão multipolinomial do fluxo atmosférico para as três regiões de referência.	60
6.4	Incertezas no fluxo atmosférico teórico devido às incertezas dos parâmetros atmosféricos para a regressão multipolinomial.	61
7.1	Resultado da regressão multilinear entre o fluxo cromosférico e os parâmetros evolutivos e atmosféricos para as estrelas anãs.	76
7.2	Resultado da regressão multilinear entre a idade e os parâmetros evolutivos e atmosféricos para as estrelas anãs.	77
7.3	Resultado da regressão multilinear entre a idade e alguns parâmetros evolutivos e atmosféricos para as estrelas anãs.	78
A.1	Tabela com as identificações da amostra e S/R.	91
A.1	Tabela com as identificações da amostra e S/R.	92
A.1	Tabela com as identificações da amostra e S/R.	93
A.1	Tabela com as identificações da amostra e S/R.	94
A.1	Tabela com as identificações da amostra e S/R.	95
A.1	Tabela com as identificações da amostra e S/R.	96
A.1	Tabela com as identificações da amostra e S/R.	97
B.1	Parâmetros estelares selecionados da literatura.	98
B.1	Parâmetros estelares selecionados da literatura.	99
B.1	Parâmetros estelares selecionados da literatura.	100
B.1	Parâmetros estelares selecionados da literatura.	101
B.1	Parâmetros estelares selecionados da literatura.	102
B.1	Parâmetros estelares selecionados da literatura.	103
B.1	Parâmetros estelares selecionados da literatura.	104

B.2	Escalas de temperatura da amostra.	105
B.2	Escalas de temperatura da amostra.	106
B.2	Escalas de temperatura da amostra.	107
B.2	Escalas de temperatura da amostra.	108
B.2	Escalas de temperatura da amostra.	109
B.2	Escalas de temperatura da amostra.	110
B.2	Escalas de temperatura da amostra.	111
B.2	Escalas de temperatura da amostra.	112
B.2	Escalas de temperatura da amostra.	113
B.2	Escalas de temperatura da amostra.	114
C.1	Parâmetros evolutivos da amostra.	115
C.1	Parâmetros evolutivos da amostra.	116
C.1	Parâmetros evolutivos da amostra.	117
C.1	Parâmetros evolutivos da amostra.	118
C.1	Parâmetros evolutivos da amostra.	119
C.1	Parâmetros evolutivos da amostra.	120
C.1	Parâmetros evolutivos da amostra.	121
D.1	Valores dos Fluxos absolutos das estrelas da amostra.	122
D.1	Valores dos Fluxos absolutos das estrelas da amostra.	123
D.1	Valores dos Fluxos absolutos das estrelas da amostra.	124
D.1	Valores dos Fluxos absolutos das estrelas da amostra.	125
D.1	Valores dos Fluxos absolutos das estrelas da amostra.	126
D.1	Valores dos Fluxos absolutos das estrelas da amostra.	127
D.1	Valores dos Fluxos absolutos das estrelas da amostra.	128

Capítulo 1

Introdução

Os primeiros indícios históricos das observações de manchas solares foram realizados por astrônomos chineses em 28 a.C., mas observações telescópicas de manchas solares iniciaram-se apenas em meados de 1611 por Galileu, Scheiner, Fabricius e outros autores, e perduram até os dias atuais integrando mais de 400 anos de registro, mostrando variações no número e intensidade das manchas solares com um período característico de cerca de 11 anos (Wolf 1856). A presença destas manchas também está associada a uma extensa gama de fenômenos complexos como *flares*, variações de intensidade de ventos solares e raios cósmicos, etc.

A natureza das manchas solares é atribuída à atividade magnética (Hale 1908), e, por esta razão, o estudo da variação da atividade magnética no Sol estimulou explicações teóricas baseadas na teoria magnetohidrodinâmica, nas quais os movimentos solares internos de rotação e convecção geram um efeito dínamo e mantêm assim os campos magnéticos responsáveis pelo ciclo de manchas (Parker 1955, Rosner & Weiss 1992). Outras teorias também foram propostas, porém todas elas tiveram sucesso explicativo limitado, até o momento, basicamente pela falta de conhecimento das condições físicas no interior solar e pela complexidade dos cálculos.

Eberhard & Schwarzschild (1913) foram pioneiros em realizar uma análise sobre os efeitos da atividade magnética em estrelas frias. Estes autores descobriram estruturas em emissão nos centros das linhas H e K do Ca II, que tornam estas linhas indicadores clássicos de atividade cromosférica.

Em algumas linhas intensas da fotosfera de estrelas frias, o fluxo residual no centro é suficientemente baixo, devido à alta opacidade presente em suas regiões de formação. Logo acima da fotosfera, localiza-se a cromosfera, onde ocorre uma inversão de temperatura, provocada por fenômenos não térmicos, de origem magnetohidrodinâmica, que geram um excesso de fluxo no centro da linha sobre a emissão meramente térmica. Por essas características, linhas assim descritas são utilizadas como indicadores de atividade cromosférica. Tal região se estende tipicamente até um limite, a partir do qual a energia não está mais sendo predominantemente liberada pelo campo de radiação e os mecanismos

de transporte são magnéticos, caracterizando o início da coroa.

O plasma ionizado da estrela, que emana das regiões magnetizadas sob a forma de vento estelar, é forçado a seguir as linhas de campo magnético, carregando consigo momento angular para longe da estrela. Como resultado, temos a transmissão de um torque à estrela que inevitavelmente gera uma frenagem em sua taxa de rotação. Assim, à medida que a estrela perde rotação, seu dínamo torna-se mais ineficiente, injetando assim menos energia magnética na cromosfera da estrela. Neste cenário, o grau de atividade magnética têm correlação direta com a idade estelar, uma vez que estrelas jovens possuem alta rotação e esta decresce com a idade (Skumanich & Eddy 1981; Simon et al. 1985).

Entretanto a rotação não é o único parâmetro que pode afetar a atividade magnética estelar. A massa ou o tipo espectral das estrelas podem ditar as propriedades da zona de convecção, conforme proposto originalmente por Noyes et al. (1984). A convecção, aliada à rotação diferencial, introduz uma helicidade no gás, que aumenta a concentração de linhas de campo magnético produzindo uma gama de fenômenos magnéticos superficiais, como *flares*, por exemplo. Desta forma, espera-se que as emissões cromosféricas mostrem uma dependência quantitativa com a zona de convecção. Noyes et al. (1984) apresentam uma relação empírica entre o fluxo cromosférico absoluto nas linhas H e K do Ca II e o número de Rossby¹, sugerindo que este parâmetro possa governar a atividade magnética nas superfícies estelares.

Muito do esforço da investigação da atividade cromosférica se concentrou em observações das linhas H e K do Ca II, devido principalmente ao nítido contraste de emissão cromosférica dessas linhas. A maior campanha de medidas e monitoramento de estrelas nas regiões das linhas H e K do Ca II foi feita pelo programa do Observatório de Monte Wilson, desenvolvido por Olin Wilson e continuado desde então por Vaughan, Preston & Wilson (1978), Baliunas et al. (1995), Henry et al. (1996) entre outros. Estes levantamentos evidenciaram uma série de informações fundamentais sobre a natureza dos ciclos cromosféricos em estrelas de diferentes idades na vizinhança solar.

Análises quantitativas que explorem a relação idade–atividade cromosférica são ainda relativamente escassas na literatura. Skumanich (1972) através da análise espectroscópica das linhas H e K do Ca II realizou o primeiro estudo neste sentido, porém explorando apenas poucas estrelas de aglomerados e grupos cinemáticos. Outros trabalhos, que também utilizaram as linhas do Ca II, definiram relações para determinar a idade cromosférica de estrelas de tipo solar a partir do índice de atividade dessas linhas (Soderblom 1985, Barry et al. 1987 e Barry 1988). Tais estudos deixaram claro que a atividade cromosférica de estrelas do tipo solar decresce com a idade. Mais recentemente, Pace & Pasquini (2004) estudaram uma amostra de 35 anãs pertencentes a associações e argumentam que uma relação idade–atividade só pode ser estabelecida para estrelas jovens (abaixo de 2 bilhões

¹O número de Rossby é definido como a razão entre o período de rotação da estrela e o *convective overturn time*, onde este último corresponde ao tempo de reviravolta de uma célula convectiva.

de anos) e ainda que é virtualmente impossível fornecer idades cromosféricas acuradas para além deste valor (Soderblom et al. 1991, Mamajek & Hillenbrand 2008).

Entretanto, as linhas H e K do Ca II são indicadores muito sensíveis à modulação rotacional dentro do ciclo de atividades, e, por isso, tendem a mostrar grande espalhamento, uma vez que as estrelas podem apresentar-se em fases distintas dentro de seus ciclos. Ademais, tais indicadores são muito sensíveis a fenômenos transientes como *flares* e explosões magnéticas localizadas.

Desnecessário ressaltar que idade é um parâmetro estelar fundamental, e é obtida com uma precisão razoável para uma amostra ínfima de estrelas. O Sol é a única estrela que possui uma determinação de idade relativamente precisa ($\sim 10^7$ anos), oriunda de um método fundamental, por meio de datação de meteoritos (Guenther 1989). Recentemente, trabalhos com determinação de idades astrossismológicas, baseados em análises dos espectros de frequência e das amplitudes de oscilação das camadas externas das estrelas, apresentaram incertezas da ordem de 10^8 anos. Como exemplo podemos citar Yildiz (2007) e Eggenberger et al. (2004), que realizaram estudos desta natureza para o sistema binário Alfa Centauri.

As incertezas apresentadas pelos métodos citados anteriormente são consideravelmente menores do que as incertezas obtidas através dos métodos convencionais de datação estelar. Um dos métodos convencionais de determinação de idades são as isócronas, que consistem em localizar as estrelas em diagramas HR teóricos, com seus respectivos parâmetros observacionais, ou seja, temperatura efetiva e luminosidade, para uma metalicidade conhecida. Este método é muito sujeito a incertezas nos parâmetros atmosféricos, além de perder sensibilidade para estrelas pouco evoluídas, pois os modelos teóricos de isócronas se adensam consideravelmente em torno dos primeiros estágios evolutivos das estrelas (sequência principal). Um outro método consiste na datação por indicadores cromosféricos, que são eficientes para estrelas bastante jovens. Do ponto de vista da aplicabilidade dos dois métodos, podemos dizer que estes são parcialmente complementares, uma vez que para as estrelas jovens, onde o método isocronal não é eficiente, o método de datação cromosférica fornece boas idades. Por outro lado, para as estrelas velhas que ainda se encontram na sequência principal, ambos os métodos apresentam falhas associadas a suas limitações próprias.

A possibilidade de construção de uma determinação confiável de idades, através da atividade cromosférica, para além das estrelas jovens é um objetivo importante por si só, uma vez que elaboraríamos um método que poderia ser usado para a datação de grandes amostras de estrelas. Estes aspectos são interessantes para vincular modelos de estrutura e evolução da Galáxia, além de estudos da relação entre parâmetros cinemáticos e idades para as estrelas.

Com o advento dos detectores CCD, a linha de H α recebeu alguma atenção no contexto da atividade estelar, pois a sensibilidade destes detectores está preferencialmente

deslocada para o vermelho, ao contrário das antigas placas fotográficas, que possuíam a sua eficiência máxima na parte azul do espectro. O fluxo cromosférico na região de $H\alpha$ não é tão evidente quanto nas linhas H e K do Ca II. Entretanto, este é muito menos sensível a modulações nos ciclos de atividade. Além disso, as emissões provenientes de $H\alpha$ não sofrem tanta influência de fenômenos transientes altamente energéticos característicos das regiões de raios-X e UV do espectro, porque esta transição está localizada na região visível do espectro de frequências.

Apesar de todas as aparentes vantagens de $H\alpha$ como indicador cromosférico, existem poucos trabalhos que utilizam a linha de $H\alpha$ e que estabeleçam uma relação quantitativa entre a idade e a atividade. Entre eles podemos citar Herbig (1985), Pasquini & Pallavicini (1991) e Lyra & Porto de Mello (2005), tendo, este último, motivado a realização deste trabalho.

Herbig (1985) determinou a contribuição do fluxo cromosférico no centro de $H\alpha$ para uma amostra de aproximadamente 40 estrelas. Ele utilizou a banda fotométrica larga V de Johnson para quantificar o fluxo cromosférico absoluto de suas estrelas e obter uma relação entre a idade e a atividade. Já Pasquini & Pallavicini (1991), para uma amostra um pouco maior de estrelas (87) e usando uma banda fotométrica mais estreita, encontraram resultados muito consistentes com os de Herbig (1985). Lyra & Porto de Mello (2005), utilizando uma amostra de 175 estrelas, definiram um indicador de idade a partir do fluxo cromosférico de $H\alpha$ utilizando a mesma banda de Pasquini & Pallavicini (1991). Lyra & Porto de Mello (2005) também propuseram uma relação física quantitativa entre fluxo, idade, massa e metalicidade, em aparente confirmação com os resultados pioneiros de Noyes et al. (1984). Outro aspecto interessante desse trabalho é a clara distinção encontrada na relação fluxo-idade para anãs e subgigantes, sugerindo que nestas últimas o dínamo estelar não parece mostrar correlação com a idade.

Uma das propostas do atual trabalho é explorar em detalhes os resultados obtidos por Lyra & Porto de Mello (2005) para uma amostra maior de estrelas. Para tanto, iremos melhorar a calibração absoluta de fluxo, até agora baseada em fotometria de banda larga ou banda intermediária, levando em consideração diretamente os parâmetros atmosféricos das estrelas. Um dos principais objetivos será explorar a possibilidade de uma relação atividade-idade que possa ser estendida para estrelas com idades comparáveis à do Sol (4.5 bilhões de anos) ou mais. Também iremos sofisticar a separação entre anãs e subgigantes, já que Lyra & Porto de Mello (2005) segregaram estas classes adotando apenas um critério observacional, sem realizar uma análise detalhada de seus estados evolutivos.

Além disso, poderemos avaliar a sugestão de que a relação idade-atividade seja complexa e multiparamétrica. Tentaremos investigar os limites da aplicação desta relação e explorar se esta pode fornecer vínculos físicos importantes sobre o funcionamento dos dínamos em função dos parâmetros estelares fundamentais. Tais vínculos poderão auxiliar uma conexão entre os conhecimentos disponíveis para o Sol, que é uma estrela obser-

vada com grande nível de detalhe espacial e temporal, e as demais estrelas, onde menos informação está disponível.

Esta dissertação está dividida em oito capítulos e três apêndices. No capítulo 2, descreveremos os processos físicos importantes para a formação de $H\alpha$ e como conectá-los com o cálculo de temperaturas efetivas e avaliação do fluxo cromosférico para estrelas de tipo solar. No capítulo 3, são apresentadas as observações e tratamento de dados das estrelas por nós utilizadas. Discutiremos a determinação de uma escala de temperatura efetiva para a nossa amostra de estrelas e seu uso no contexto deste trabalho no capítulo 4. No capítulo 5, descreveremos em detalhes as metodologias empregadas para a determinação dos parâmetros evolutivos de nossa amostra. A nova escala de calibração absoluta de fluxo, baseada em modelos atmosféricos, será discutida no capítulo 6. Os resultados desta análise estão apresentados no capítulo 7 e serão resumidos no capítulo 8, onde apresentaremos também as demais conclusões e as perspectivas deste trabalho.

Capítulo 2

A Formação do Perfil de $H\alpha$

O hidrogênio é a espécie química mais abundante nas atmosferas estelares e, portanto, acaba tornando-se a mais importante fonte de opacidade tanto para estrelas *late-type* quanto para estrelas *early-type*². Na primeira classe, a opacidade é dominada por uma pequena fração dos átomos de hidrogênio, que capturam os elétrons livres presentes na atmosfera para formar íons H^- . Nas estrelas *early-type*, por outro lado, o próprio átomo de hidrogênio é o principal responsável pela opacidade no contínuo. Em contraste com as linhas metálicas, as poucas linhas que a simples estrutura atômica do H forma no espectro tem sensibilidade muito peculiar às propriedades da atmosfera. Por esta razão, as linhas de absorção do H da série de Balmer são comumente utilizadas no estudo de fotosferas estelares. Em particular, nosso trabalho utiliza a linha espectral de $H\alpha$ da série de Balmer, que corresponde a uma transição do nível $n = 2$ para o nível $n = 3$, e está centrada na região vermelha do espectro visível em 6562.8 Å.

A linha $H\alpha$ possui um perfil de asas alargadas, e isto ocorre devido a interações entre íons e outros átomos de hidrogênio nas altas densidades atmosféricas. Ademais, em se tratando de estrelas frias, os níveis inferiores do átomo de H estão suficientemente povoados para produzir uma considerável opacidade no centro do linha. Por esta razão, esta linha pode ser utilizada como indicador cromosférico pois permite um bom contraste entre as emissões da cromosfera e da fotosfera. Todavia, outros parâmetros, como por exemplo a temperatura efetiva, podem influenciar o perfil das linhas. Como cada parte do perfil de $H\alpha$ sofre contribuições de diferentes regiões da estrutura da estrela, cromosfera e fotosfera, tal linha se mostra duplamente interessante: suas asas são excelentes indicadores de temperatura efetiva para estrelas frias; e a opacidade no centro da linha é suficiente para que se observem emissões características da cromosfera. Nas próximas seções, descreveremos com maiores detalhes as características físicas desta transição e quais parâmetros possuem grande influência sobre o seu perfil.

²As estrelas *early-type* são estrelas mais quentes, e portanto mais azuis, de tipo espectral O, B e A, enquanto as estrelas *late-type* são estrelas mais frias, logo mais vermelhas e possuem tipo espectral F, G, K, M, S ou C.

2.1 Processos Físicos do Perfil de $H\alpha$

Os processos físicos envolvidos na formação de $H\alpha$ são amplamente discutidos em uma gama de livros-textos (Böhm-Vitense 1989, Mihalas 1979, Gray 1976, entre outros), portanto, faremos aqui apenas uma breve discussão a respeito.

O perfil de uma linha corresponde à variação da intensidade ou fluxo em função do comprimento de onda ou frequência. Ele aparece como resultado da existência de um coeficiente de absorção da linha (ou coeficiente de opacidade), e pode sofrer alargamentos devido a diversos tipos de mecanismos. Através da interpretação do perfil alargado da linha podemos inferir algumas das características da fonte de radiação. Descreveremos alguns dos processos de alargamento de linhas que influenciam a formação do perfil das linhas da série de Balmer. Serão enfatizados os coeficientes de absorção relevantes para o perfil de $H\alpha$.

O coeficiente de absorção do hidrogênio neutro deve levar em conta os seguintes efeitos: i) alargamento natural; ii) a distribuição de velocidades dos átomos de hidrogênio que estão absorvendo (alargamento Doppler térmico e microturbulência); iii) as interações com partículas carregadas (efeito Stark linear), iv) as interações com partículas neutras diferentes do hidrogênio (alargamento de van der Waals); v) as interações com outros átomos de hidrogênio neutros (alargamento por ressonância e van der Waals). Cada efeito é representado por um tipo de perfil, gaussiano ou lorentziano, e o coeficiente de absorção total é dado pela convolução destes perfis.

Toda transição do tipo ligado–ligado, seja ela de absorção ou de emissão, ocorre entre dois determinados níveis atômicos, liberando ou absorvendo uma determinada energia entre eles. A faixa de variação dessa energia, de acordo com o Princípio da Incerteza de Heisenberg, é proporcional ao inverso do tempo de vida naquele nível. Como consequência, um grupo de átomos irá produzir linhas de absorção ou de emissão com uma faixa mínima de variação, nas frequências dos fótons ($\Delta\nu$), chamada de alargamento natural, que é da ordem de:

$$\Delta\nu = \frac{\Delta E}{h} \propto \frac{1}{\Delta t}, \quad (2.1)$$

onde, na equação anterior, ΔE é a incerteza de energia entre os níveis em questão, h é a constante de Planck e Δt é o intervalo de tempo característico para que o elétron realize a transição.

O alargamento Doppler, ou alargamento térmico, é causado pelos movimentos térmicos dos átomos na atmosfera estelar ao longo da linha de visada. Sob equilíbrio termodinâmico, as velocidades das partículas obedecem à lei de distribuição de Maxwell-Boltzmann, ou seja, em um determinado instante de tempo, os átomos capazes de realizar a absorção terão uma distribuição de velocidades. Portanto, a linha formada a partir da absorção de um fóton por um átomo apresentará um deslocamento Doppler dado pela fórmula

não-relativística:

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} = \frac{\Delta\nu}{\nu_0} = \frac{v_r}{c}, \quad (2.2)$$

onde v_r é a componente da velocidade do átomo ao longo da linha de visada, e λ_0 corresponde ao comprimento de onda no centro da linha para um referencial de repouso em relação à atmosfera estelar. Desta forma, um átomo que se afasta deste referencial (v_r positiva) absorve fótons com comprimentos de onda um pouco maiores do que λ_0 . Por outro lado, um átomo que se aproxima deste referencial (v_r negativa) absorve fótons com comprimentos de onda um pouco menores do que λ_0 .

Entretanto, os movimentos térmicos individuais não são os únicos que contribuem para o alargamento Doppler. Consideremos a região de formação da linha, correspondente, em geral a uma profundidade óptica unitária. Se o tamanho de um grupo macroscópico de átomos que se deslocam neste meio é menor do que a espessura desta região, os movimentos coletivos afetarão o perfil da linha, em primeira aproximação, da mesma maneira que os movimentos individuais dos átomos, uma vez que a linha de visada atravessa vários grupos de diferentes velocidades. Neste caso, teremos o fenômeno conhecido como microturbulência.

O perfil característico do alargamento Doppler é gaussiano, enquanto que o perfil devido ao alargamento natural é lorentziano, e a combinação destes dois efeitos gera o chamado perfil de Voigt. Porém, existe uma discrepância entre o perfil calculado e o perfil observado, a qual é removida quando consideramos a microturbulência. Todavia, a microturbulência não é um parâmetro real, ela é introduzida no coeficiente de absorção total *ad hoc* para explicar os perfis observados nos espectros estelares, cujo alargamento não pode ser totalmente descrito pelo mecanismo Doppler térmico.

Existem ainda outros mecanismos que são especialmente importantes para a largura equivalente total das linhas do hidrogênio. O alargamento colisional é provocado pelas perturbações nos níveis de energia do átomo por partículas próximas, as quais podem ser íons, elétrons, átomos ou até mesmo moléculas. Tais perturbações podem ser induzidas por encontros discretos ou pelo efeito estatístico resultante de colisões com diversas partículas. A distorção dos níveis é uma função da separação R entre a partícula perturbadora e a perturbada. Desta forma, a mudança de energia do nível perturbado pela colisão pode ser representada pela seguinte lei de potência,

$$\Delta E \approx R^n, \quad (2.3)$$

onde o coeficiente n representa o tipo de interação considerada. No caso específico da transição de $H\alpha$, podemos considerar três interações. São elas:

(a) Efeito Stark Linear

Ocorre quando o elétron imerso em um campo coulombiano, como o elétron do átomo de hidrogênio, é perturbado por uma partícula carregada, que pode ser um íon ou um

outro elétron. Neste caso, o coeficiente de interação é igual a 2, o que significa que ΔE é proporcional a intensidade do campo elétrico. Este é um dos efeitos que mais contribui para o alargamento das linhas da série de Balmer.

(b) Alargamento por Ressonância

Se as partículas perturbada e perturbadora são da mesma espécie, temos, então, o alargamento por ressonância, que é caracterizado pelo coeficiente de interação $n = 3$. Em atmosferas de estrelas relativamente frias, o alargamento devido à colisão dos átomos de hidrogênio neutro torna-se bastante importante devido ao fato de ser este a espécie química mais abundante nestas atmosferas.

(c) Efeito van der Waals

Quando as partículas que estão sofrendo interação são átomos neutros de diferentes espécies, tem-se o efeito de *van der Waals*, caracterizado pelo coeficiente de interação $n = 6$. Este efeito possui grande importância para as linhas metálicas, sendo o hidrogênio a partícula perturbadora, novamente devido a sua grande abundância.

Todas estas contribuições são convoluídas para produzir o coeficiente de absorção total da linha, que por sua vez produz o perfil final desta.

2.2 As Asas de $H\alpha$: Indicador de Temperatura Efetiva

Em estrelas de atmosferas relativamente frias, como as de tipo solar, o coeficiente de absorção do contínuo é dado principalmente pelo íon H^- . Nestas estrelas, o perfil da linha de Balmer depende tanto da temperatura como da pressão eletrônica. Em uma análise mais quantitativa, temos que a profundidade da linha de Balmer (R_λ), no caso opticamente fino, é dada por:

$$R_\lambda \propto \frac{\kappa_\lambda}{\kappa_c}, \tag{2.4}$$

onde κ_λ é o coeficiente de absorção da linha de Balmer e κ_c é o coeficiente de absorção do contínuo de Paschen. O coeficiente de absorção das linhas de Balmer nas asas é proporcional ao número de átomos de hidrogênio no segundo nível, além de também ser proporcional à densidade eletrônica (n_e), por conta do efeito Stark. Desta forma, a equação anterior fica:

$$R_\lambda \propto \frac{N_H(n=2)n_e}{N(H^-)}. \tag{2.5}$$

Da equação de Saha temos que o número de íons H^- é proporcional a $N_H(n=1)n_e$ vezes uma função de temperatura ($\varphi(T)$). Por outro lado, em equilíbrio termodinâmico local, as populações de dois níveis de excitação são descritas pela equação de Boltzmann, que é também uma função única da temperatura. Logo a equação 2.5 pode ser reescrita como:

$$R_\lambda \propto \frac{N_H(n=2)}{N(H^-)\varphi(T)}. \quad (2.6)$$

Da discussão anterior, concluímos que a profundidade das asas das linhas de Balmer são exclusivamente determinadas pela temperatura. Entretanto, devemos proceder com cuidado nesse tipo de análise. A rigor, a população de íons não é numericamente igual ao número de elétrons livres, o que geraria a presença de um fator n_e na equação 2.6, que implica uma dependência de R_λ com a gravidade superficial. Além disto, também desprezamos o alargamento de *van der Waals*, proporcional à população de hélio e metais na atmosfera, que tem como efeito introduzir uma dependência de R_λ com a metalicidade. Todavia, estudos sobre a variação do fluxo nas linhas de Balmer contra os parâmetros atmosféricos mostram que a temperatura e, em alguns casos, a abundância de metais são os fatores que mais influenciam no comportamento das asas destas linhas.

Vários trabalhos investigaram a dependência do fluxo nas linhas da série de Balmer com os modelos atmosféricos adotados (Gehren et al 1981, Furhmann et al. 1993, Barklem et al. 2002, entre outros). Estes autores avaliaram a dependência do perfil de $H\alpha$ com a variação dos parâmetros atmosféricos da estrela, como temperatura efetiva, gravidade superficial e metalicidade. Em particular, Furhmann et al. (1993) mostraram um estudo detalhado das transições de Balmer de $H\alpha$ até $H\gamma$ e concluíram que todas as séries de Balmer são altamente sensíveis a mudanças de temperatura (ver figura 2.1). Esta é a justificativa principal do uso das linhas de Balmer como indicadores de temperatura efetiva.

Se levarmos em conta somente a dependência com temperatura efetiva, poderíamos eleger $H\gamma$ e $H\delta$ como os melhores indicadores. Porém, como citado anteriormente, não só a temperatura efetiva possui influência no perfil das linhas de Balmer. Em especial, $H\gamma$, $H\delta$ e $H\beta$ apresentam uma considerável variação com relação a abundância de metais do modelo adotado. Tal fato pode estar associado com a maior importância do alargamento de *van der Waals*, que contribui para uma maior dependência com a metalicidades, destas transições nas atmosferas de estrelas frias. Entretanto, $H\alpha$ se mostra insensível a mudanças na metalicidade. Adicionalmente, as variações na gravidade são menores que em temperatura efetiva, mas aumentam progressivamente de $H\beta$ para $H\delta$, e, novamente, $H\alpha$ se mostra pouco sensível a variações neste parâmetro. A insensibilidade a estes fatores torna as asas de $H\alpha$ excelentes indicadores espectroscópicos de temperatura efetiva, principalmente em estrelas de tipo espectral F e G, onde a distribuição global de fluxo e a

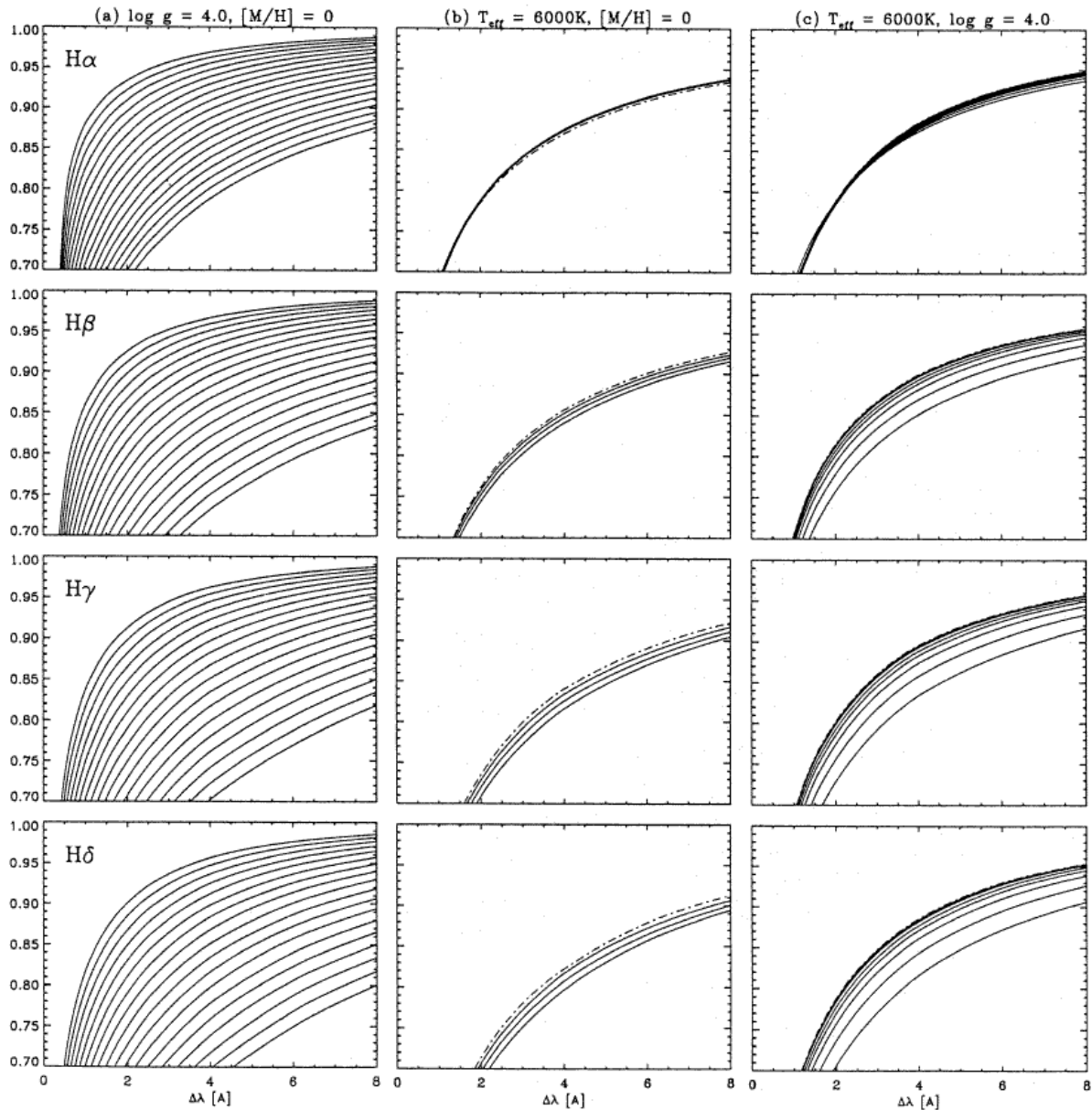


Figura 2.1: Influência dos parâmetros atmosféricos no perfil das asas das linhas de Balmer. (a) *temperatura efetiva*, de 5000 K (acima) a 6700 K (abaixo) com intervalos de 100 K. (b) *gravidade superficial*, em intervalos de 0.5 (em logaritmo), de 3.0 a 4.5 (linha tracejada). (c) *metalicidade* de -3.5 (acima) a 0.0 dex (abaixo), com intervalos de 0.5 dex. Note a pouca sensibilidade de $H\alpha$ aos parâmetros, excetuando a temperatura efetiva. Reproduzido de Furhmann et al. (1993): *Balmer Lines in Cool Dwarf Stars*.

sensibilidade dos instrumentos CCD estão deslocadas para o vermelho, permitindo maiores razões S/R para H α do que para as outras linhas. Além disso, as transições de H β à H γ estão localizadas na região azul do espectro, e, por isso, têm suas asas consideravelmente perturbadas pela maior incidência de linhas metálicas nesta região.

Na ocasião de selecionar qual a melhor linha a ser trabalhada em um determinado contexto, além de considerar a física envolvida para o problema, devemos avaliar a habilidade prática do seu uso em cada caso. Admitindo-se que saibamos os mecanismos de alargamento das linhas do hidrogênio, a maior dificuldade em utilizá-las como indicador de temperatura efetiva está no fato de que elas são formadas em camadas muito profundas. Em especial, em estrelas *late-type*, a estrutura térmica das camadas mais profundas (e opticamente opacas) são significativamente afetadas pela convecção. Furhmann et al. (1993) também analisaram a variação dos perfis das linhas de Balmer contra o parâmetro do comprimento de mistura³ (α), que está diretamente associado à convecção. Em relação a um mesmo modelo solar e a uma função de distribuição de opacidade, H α se mostrou particularmente independente da convecção enquanto as outras transições apresentam uma variação forte com o comprimento de mistura, ou seja, a profundidade das asas da linha cresce com o aumento de α , conforme a figura 3.2.

A maior parte das contribuições para as asas de H α é oriunda de regiões com profundidade óptica do contínuo (τ_c) ligeiramente maior que $\tau_c \simeq 2$, onde a zona de convecção termina. Isto ocorre devido a forte influência do alargamento por ressonância na função do perfil; que é levado em conta para a maior parte do coeficiente de absorção da linha de H α . Este, então, força a formação da linha em regiões menos profundas da atmosfera. Frações relativamente grandes de contribuição das funções de H β , H γ e H δ são originadas dentro deste limite, uma vez que a contribuição do alargamento por ressonância é pequena. Desta forma, estas linhas são muito mais sensíveis a estratificação de temperatura dentro da zona de convecção ($\tau_c = 2$), que, por sua vez, é dependente da eficiência da transferência de energia térmica por convecção.

2.3 O centro de H α

O centro de H α apresenta um perfil de profunda absorção sendo formado nas camadas mais altas da atmosfera, na transição entre a alta fotosfera e a cromosfera. A dissipação de energia nesta última região não ocorre de maneira simples e envolve principalmente dois processos: a dissipação de ondas acústicas geradas pelos movimentos convectivos, e a dissipação de energia não térmica associada à presença de campos magnéticos superficiais.

O modelo de dínamo possui duas principais componentes que contribuem, cada qual,

³O parâmetro do comprimento de mistura (α) é definido como a razão entre o livre caminho médio (l) que o elemento convectivo percorre antes de se dissolver no meio circundante e a distância em que a pressão está variando de um valor $1/e$.

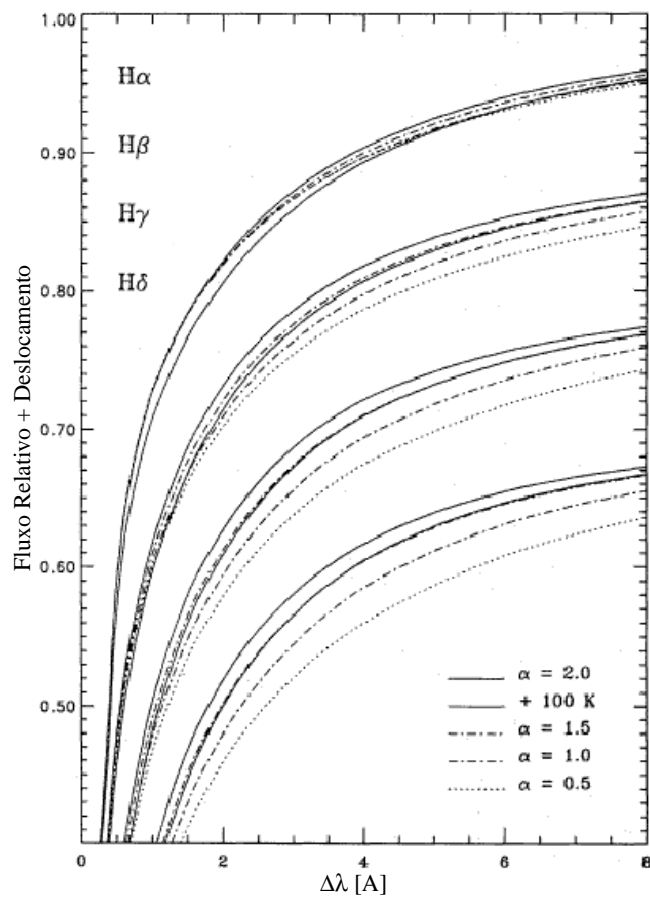


Figura 2.2: Variação do Perfil das Asas de Balmer contra o parâmetro de comprimento de mistura, em escalas de 2.0 (linha sólida no topo) à 0.5 (abaixo), em passos de 0.5. Nota-se uma forte variação das linhas de Balmer com este parâmetro, com exceção de H α . Adaptado de Furhmann et al. (1993): *Balmer Lines in Cool Dwarf Stars*.

de maneira diferente para o aquecimento da cromosfera. A primeira é formada pelos movimentos turbulentos da zona convectiva. Estando as linhas de campo magnéticos congeladas no plasma, estes pequenos movimentos irão se propagar em forma de ondas magnetoacústicas que seguem as linhas de campo. A segunda componente está associada à rotação diferencial, uma vez que o interior do Sol é semelhante a um fluido que rotacionando diferentemente de um corpo rígido, irá converter energia magnética em energia mecânica.

Além dos efeitos de dínamo, ondas acústicas que não sofrem influência do campo magnético também se propagam por toda a cromosfera. O efeito produzido por estas ondas acústicas é muito importante, pois deve permanecer presente mesmo em estrelas cujas taxas de rotação decresceram a tal ponto que o dínamo não mais consegue depositar energia magnética de maneira eficiente na cromosfera. Assim, a dissipação de energia por ondas acústicas prevalece como o único mecanismo atuante no aquecimento cromosférico, representando um fluxo basal no espectro de estrelas muito inativas.

Na cromosfera estelar, a aproximação de equilíbrio termodinâmico local (ETL) não é mais válida, de forma que a função fonte do centro de $H\alpha$ se afasta da função de Planck e é dominada pela fotoionização. Já na alta fotosfera, a aproximação ETL ainda é válida, e assim, são as colisões que determinam as taxas de excitação e de ionização. Nestas condições, o aumento da temperatura favorece as excitações do estado fundamental para o segundo nível em relação às excitações para o terceiro nível, devido à separação de energia de 2 eV entre esses níveis. Por outro lado, a taxa de ionização por colisão cresce mais para o terceiro nível do que para o segundo. O efeito total destes dois processos é o despovoamento do nível mais alto com respeito ao nível inferior, favorecendo a absorção a uma determinada altura da cromosfera.

Muitos trabalhos verificam a existência de regiões na cromosfera onde a temperatura é constante verticalmente ao longo de alguns quilômetros, comprovando a idéia de que, nestas regiões, a energia liberada não está sendo depositada no reservatório térmico. Uma hipótese razoável é que esta energia esteja sendo transportada pelas colisões características destas regiões.

Seguindo da fotosfera em direção à cromosfera, a temperatura decresce até atingir um mínimo, na baixa cromosfera, onde as ondas magnetohidrodinâmicas começam a se dissipar e a inversão de temperatura ocorre. Nesta região, a população de átomos de hidrogênio é muito baixa para produzir uma absorção significativa, o que nos leva a concluir que a região é transparente em $H\alpha$. Esta particularidade indica que a radiação no centro das linhas será proveniente de duas camadas distintas, uma acima do mínimo de temperatura e outra abaixo.

Schoolman (1972) confirmou a região de mínimo de temperatura e calculou a altura das diferentes contribuições da cromosfera para a formação do centro de $H\alpha$. A mais alta encontra-se a 1.000 km acima da fotosfera, enquanto a outra está abaixo da região de

temperatura mínima, na baixa cromosfera, que é compatível com a região onde as ondas acústicas são dissipadas. A primeira é particularmente interessante porque, nas regiões de transição da cromosfera para a fotosfera, a natureza dos mecanismos de aquecimento está associada diretamente à atividade magnética.

As contribuições de duas regiões distintas sofrem influência de processos físicos bem distintos, um magnetohidrodinâmico, e outro acústico, o que torna esta diferenciação em $H\alpha$ mais clara do que em outras linhas interessantes para o estudo da atividade. As linhas H e K do Ca II, por exemplo, sofrem contribuições de todas as camadas da atmosfera. Isto ocorre porque estas transições partem do nível fundamental, que é bem povoado em qualquer camada atmosférica. Em contrapartida, a transição de $H\alpha$ parte de um dos níveis excitados ($n = 2$) e é subordinada ao campo de radiação da fotosfera e às taxas de colisão na cromosfera, selecionando assim regiões de máxima emissão.

No presente trabalho, utilizaremos todo o potencial da linha de $H\alpha$ como indicador espectroscópico de temperatura efetiva (capítulo 4) e como diagnóstico cromosférico (capítulo 7).

Capítulo 3

Amostra e Tratamento de Dados

3.1 A Amostra

Os dados utilizados neste trabalho constituem a compilação de um extenso programa de observação de estrelas do tipo solar, durante os últimos 14 anos. Esta amostra é composta pela base de dados do trabalho de Lyra & Porto de Mello (2005), com o adendo de novas estrelas. Dentre os novos objetos, dispomos de uma amostra de estrelas alinhadas com a trajetória evolutiva do Sol, jovens e velhas, daqui por diante chamadas de estrelas do Projeto SOL (*Solar Origin and Life*, Ghezzi, L. 2005), de uma nova amostra de subgigantes e de novas estrelas candidatas a pertencer ao grupo cinemático HR 1614. As estrelas foram selecionadas a fim de obter uma amostra estatisticamente abrangente em idades, além de ampliar a amostra de estrelas inativas (subgigantes), em relação ao trabalho de 2005.

A amostra de Lyra & Porto de Mello (2005) é composta de 175 estrelas subdivididas entre aglomerados, grupos cinemáticos e estrelas de campo. A escolha dos aglomerados e dos grupos cinemáticos tem por objetivo privilegiar estrelas cuja determinação de idades é mais acurada na literatura. Neste contexto, as estrelas de aglomerados são objetos interessantes, pois foram formadas (quase) simultaneamente de uma mesma nuvem de gás molecular, possuindo coesão espacial, a mesma composição química, além de estarem localizados a uma mesma distância. Este conjunto de fatores permite derivação da idade através do ajuste isocronal com uma precisão melhor do que a encontrada para as estrelas de campo pelo mesmo método. Isto ocorre pois o conhecimento de parâmetros como metalicidade, magnitude visual e temperaturas efetivas é obtido individualmente para as estrelas de campo, o que aumenta as incertezas nas idades obtidas pelas curvas isocronais. Dentro deste grupo, a amostra possui estrelas anãs das Plêiades e Híades.

Os grupos cinemáticos estelares, doravante referidos como GCE's, são conjuntos de estrelas que apresentam os mesmos vetores de velocidades espaciais galácticas, mas não são fisicamente coesos (Eggen 1960, e referências lá citadas). Presumivelmente, estes grupos

constituem um elo de ligação entre sistemas gravitacionalmente coesos, como aglomerados abertos, com as estrelas de campo (Soderblom & Mayor 1993) ou surgem como remanescentes de algum evento de formação estelar (Montes et al. 2001). Considerando estas hipóteses, supõe-se que suas estrelas constituintes apresentem características semelhantes, como idade e composição química. Alguns CGE's bem estudados, como o Ursa Maior (Soderblom & Mayor 1993), ζ Reticuli (del Peloso et al. 2000) e HR 1614, fazem parte da nossa amostra. Dentro deste último, acrescentamos sete novas candidatas propostas no trabalho de De Silva et al. (2007). Estes autores realizaram uma análise espectroscópica dos parâmetros físicos destas estrelas, e concluíram que a homogeneidade encontrada para as abundâncias e idades confirma a hipótese de uma origem comum.

Os demais objetos que compõem nossa amostra constituem estrelas de campo. Dentro desta classificação, foram utilizadas todas as estrelas de Lyra & Porto de Mello (2005). Além dessas, acrescentamos 20 novos espectros obtidos para o Projeto SOL, que visa a caracterização de estrelas que se alinham com a trajetória evolutiva do Sol e que cobre uma grande faixa de idades para objetos deste tipo. Adicionalmente, dispomos de 72 novos espectros de estrelas candidatas a subgigantes. Estas estrelas possuem grande importância porque serão utilizadas para a modelagem de um envoltório de atividade mínima para a correção do fluxo fotosférico (mais detalhes no capítulo 6).

Nossa base de dados final, então, compreende 274 estrelas do disco da Galáxia. Esta amostra é ímpar na literatura⁴ e contém estrelas com idades representativas de toda a evolução do disco.

3.2 Especificações Técnicas

A aquisição dos dados deste trabalho ocorreu entre os anos de 1994 e 2008, compreendendo uma extensa base de espectros centrados no comprimento de onda 6563 Å, correspondente à linha da série de Balmer $H\alpha$. Todos os espectros foram obtidos com o espectrógrafo Coudé acoplado ao telescópio de 1.60 m, do Observatório do Pico dos Dias (OPD), operado pelo Laboratório Nacional de Astrofísica (LNA/MCT).

Para todas as observações, utilizou-se uma rede de 1800 linhas/mm em primeira ordem direta para cada CCD e uma fenda de 250 μm , exceto para as estrelas do aglomerado das Plêiades e para as novas estrelas do CGE HR 1614, onde foi utilizada a fenda de 500 μm . Esta fenda foi necessária para as estrelas Plêiades por se tratarem de objetos mais fracos, com magnitudes da ordem de $V > 10$, e foi também aplicada para o CGE HR 1614.

Por se tratar de um levantamento de longo prazo, 3 tipos de detectores CCDs foram utilizados para a coleta dos dados. São eles: um CCD SITE, de imagem de 1024x1024

⁴Até o momento, a literatura apresenta apenas 3 análises quantitativas sobre atividade cromosférica em $H\alpha$: Herbig (1985), com 43 estrelas, Pasquini & Pallavicini (1991), com 87 estrelas, e Lyra & Porto de Mello (2005), com 175 estrelas.

pixels de 24μ cada, o CCD Marconi, de imagem de 2048×4608 pixels de 13.5μ , e o CCD Marconi, de imagem de 2048×2048 pixels de 13.5μ . Para os dois últimos detectores, a projeção da fenda sobre o CCD apresentou uma dispersão linear de $0.08 \text{ \AA}/\text{pixel}$, enquanto para o CCD SITE a dispersão linear obtida foi de $0.13 \text{ \AA}/\text{pixel}$. Todos os detectores por nós utilizados são do tipo "backside illuminated".

Espectros obtidos com diferentes CCDs possuem diferentes coberturas, o que não representou um problema para os objetivos deste trabalho pois todos os espectros possuíam as três regiões de interesse para a caracterização do fluxo puramente fotosférico (ver cap. 6). Desta maneira, os espectros finais utilizados têm cobertura espectral de $\sim 150 \text{ \AA}$, exceto para algumas candidatas a subgigantes, como veremos adiante.

O poder resolutor (R) é a quantidade que mede a capacidade do instrumento de resolver a separação de duas linhas muito próximas ($R = \Delta\lambda/\lambda$), onde $\Delta\lambda$ é a largura observada de uma estrutura infinitamente estreita em relação ao perfil instrumental. Desta forma, quanto maior for esta grandeza, maior será a capacidade do instrumento de diferenciar estruturas. Podemos obter uma estimativa do poder resolutor medindo a largura **FWHM** (*Full Width at Half Maximum*, ou em português, Largura Total à Meia Altura) de linhas isoladas do espectro de comparação de tório-argônio. Para o CCD SITE e CCD Marconi de 2048 pixels, o poder resolutor é em torno de $R = 20.000$, com exceção das estrelas das Plêiades, cujos espectros foram degradados para $R = 10.000$, enquanto os objetos observados com o CCD Marconi de 4608 pixels têm poder resolutor de $R = 45.000$.

Para estimar a relação sinal-ruído (S/R) dos espectros da amostra, selecionamos janelas dos espectros com ausência de estruturas espectrais, de linhas telúricas⁵ e quaisquer defeitos. Esta etapa foi realizada com o auxílio do *The Solar Flux from 296 nm to 1300 nm* (Kurucz et al. 1984), denominado daqui por diante Atlas de Fluxo Solar. A relação S/R é definida através do desvio padrão da flutuação do fluxo dentro de uma janela. Assim, temos:

$$S/R = \frac{\langle F \rangle}{\sqrt{\sum_i^n (F_i - \langle F \rangle)^2}}. \quad (3.1)$$

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. Selecionamos três janelas de contínuo aparente e efetuamos uma média entre estes três valores afim de obter a S/R total dos espectros. A figura 3.1 mostra um histograma da S/R de todos os espectros da amostra. No anexo A encontra-se disponível uma tabela com as identificações individuais dos espectros utilizados, o tipo espectral, a classificação quanto do objeto dentro dos grupos da amostra e a razão sinal-ruído média dos espectros.

A S/R média encontrada para os espectros é de 180, sendo que mais de 90% da amostra tem S/R maior que 100. Apenas algumas poucas estrelas, de magnitudes mais fracas, como as do aglomerado das Plêiades, por exemplo, possuem S/R abaixo de 100, porém,

⁵Linhas telúricas são linhas de absorção formadas pela passagem da luz através da atmosfera terrestre.

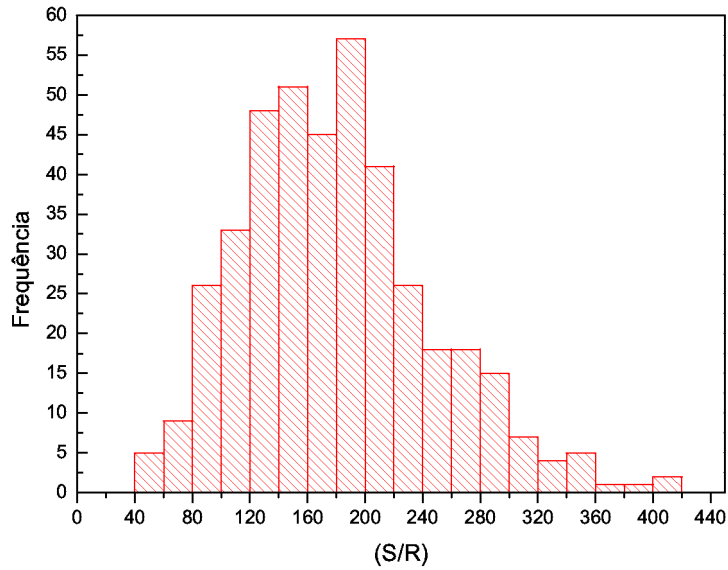


Figura 3.1: Histograma de S/R para todos os espectros da amostra. O valor médio da $S/R = 180$.

a relevância destes objetos quanto acurácia na determinação de suas idades justifica o esforço da utilização de seus espectros, mesmo que com menor qualidade.

Parte dos espectros utilizados neste trabalho foram reduzidos por colaboradores do grupo, não sendo de grande necessidade uma nova redução, uma vez que a grande maioria deles já se encontra publicada. Porém, para as novas estrelas candidatas a subgigantes (72 no total), realizamos a redução seguindo o procedimento padrão, usando o pacote *Image Reduction and Analysis Facility* (IRAF, fornecido pela *Association of Universities for Research in Astronomy - AURA, EUA*), conforme explicitado a seguir. Lyra & Porto de Mello (2005) mostram que os resultados obtidos com vários CCDs em uso no LNA são indistinguíveis e podem ser intercambiados.

3.3 Redução dos Espectros

Antes de obter as informações físicas dos espectros é necessário realizar a redução destes, isto é, aplicar uma série de correções, transformá-los em espectros unidimensionais e calibrá-los em comprimento de onda. Logo após as observações, temos os espectros brutos bidimensionais das estrelas e os arquivos usuais para correção e calibração. Estes últimos, comumente, são as imagens de *bias*, de *flat-field* e um espectro de uma lâmpada de Tório-Argônio (Th-Ar).

O *bias* consiste em uma contagem inicial arbitrária introduzida em cada pixel do detector. Este arquivo é obtido pela leitura do CCD, sem que haja exposição de luz, como resultado da transformação de elétrons em ADU's⁶.

Realizamos uma média dos *bias* obtidos para cada noite de observação utilizando a tarefa *imcombine* do IRAF. Esta tarefa foi também utilizada para obter a média dos espectros das estrelas e dos *flat-field*. Todo e qualquer arquivo de redução deve ser subtraído do *bias*, com o objetivo de evitar valores negativos de contagens de elétrons por conta de flutuações (nos valores da contagem dos eventos de detecções de elétrons). Subtraímos o *bias* dos espectros das estrelas e as imagens de *flat-field* através da tarefa *imarith*.

O CCD é um detector bidimensional composto por uma matriz de pixels, onde existe uma diferença na eficiência da contagem de fótons em cada pixel. Uma imagem de *flat-field* é um arquivo de uma fonte luminosa, normalmente uma lâmpada incandescente, que não possui estrutura espectral, e, portanto, registra essencialmente as variações pixel-a-pixel de sensibilidade do CCD. A correção dos efeitos de *flat-field*, foi feita dividindo o espectro da estrela pela imagem média de *flat-field*, ambos já corrigidos de *bias*. Novamente para esta etapa fizemos uso da tarefa *imarith*.

Em geral, os espectros estelares podem estar contaminados pela luz que é espalhada no interior do espectrógrafo. Isto pode ocorrer por observações feitas em noites de lua cheia ou de objetos que necessitem ser observados logo no início ou bem no final de uma noite. Assim, o fundo de céu pode gerar contagens significativas no CCD. Para corrigir tais efeitos, utilizamos a tarefa *apscatter* para eliminar as contribuições de fundo de céu.

Finalmente, realizamos a extração das linhas da matriz do CCD, correspondentes ao espectro da estrela, de modo ponderado com relação à estatística de contagem dos fótons, para gerar um espectro unidimensional (energia por unidade de área e de tempo). Esta etapa foi feita com o auxílio da tarefa *apsum*.

3.3.1 Determinação da Escala de Comprimento de Onda

De posse dos espectros unidimensionais podemos converter os espectros para uma escala de comprimento de onda. Esta etapa pode ser feita utilizando um espectro de comparação da lâmpada de Tório-Argônio (Th-Ar) ou utilizando as próprias linhas fotosféricas das estrelas. Optamos pela segunda opção.

Escolhemos, então, uma estrela representativa de cada noite, isto é, com boa S/R e de linhas moderadamente intensas para ser o objeto de calibração, ou seja, esta estrela serviu de gabarito para os outros objetos da mesma noite. Logo, todas as decisões tomadas para a estrela de calibração seriam adotadas para as demais estrelas da mesma noite. Com o auxílio do Atlas de Fluxo Solar, selecionamos uma série de linhas relativamente isoladas

⁶ADU - *Analog to Digital Units*. Unidade de contagem do CCD que está diretamente relacionada com a quantidade de elétrons em cada pixel.

e que não apresentavam contaminação por linhas telúricas. Em seguida, identificamos os seus comprimentos de onda utilizando o *The Solar Spectrum 2935 Å to 8770 Å* (Moore et al. 1966), doravante Catálogo Solar, e, com um número razoável de linhas (geralmente em torno de 10 a 15 linhas), determinamos a calibração $\text{pixel} \times \lambda$ através das tarefas *identify* e *hedit*. Para as demais estrelas da mesma noite, os espectros foram calibrados em comprimento de onda a partir do polinômio obtido para a estrela de calibração por meio da tarefa *dispcor*.

Em uma das noites de observação utilizou-se o CCD Marconi de 2048 pixels, que permite uma maior cobertura espectral. A tarefa *identify* identifica as linhas dos espectros a partir da pré-identificação manual de algumas linhas e de uma lista que contém as transições possíveis. A região da asa azul de $H\alpha$ é bastante povoada por linhas telúricas, e a proximidade destas com as linhas fotosféricas da estrela dificultou a habilidade do programa em determinar uma calibração aceitável. Para contornar este problema, truncamos os espectros referentes a esta noite em 6510 Å, eliminando assim, os problemas com a determinação da calibração. Porém, estes objetos perderam uma de nossas regiões de referência de fluxo fotosférico que serão utilizadas e discutidas no capítulo 6.

Uma vez que a calibração foi feita a partir de linhas pré-selecionadas do espectro do Sol, não há necessidade de corrigir os espectros da estrela de calibração para o referencial de repouso, porque fixamos a calibração em identificando diretamente em cada espectro a posição das linhas espectrais no referencial de repouso. Entretanto, esta correção é necessária para os demais espectros, pois a velocidade radial da estrela de calibração é diferente das velocidades radiais das demais estrelas de uma mesma noite.

3.3.2 Correção da Velocidade Radial

Uma estrela não é um objeto estático: ela possui movimento próprio em relação à Galáxia, em relação à Terra, ao Sol, ao baricentro do Sistema Solar, etc. Por isto, devemos corrigir os espectros do desvio Doppler devido às diferenças das velocidades dos objetos em relação ao referencial de repouso (no nosso caso, o referencial de repouso é dado pela estrela de calibração de cada noite).

Esta etapa foi realizada selecionando linhas fotosféricas isoladas do espectro da estrela a ser corrigida. Utilizando o pacote *specplot*, que permite a visualização simultânea de espectros de objetos distintos, calculamos a diferença de velocidades da estrela a ser corrigida pelo objeto de calibração (a estrela que foi utilizada para se obter a escala de comprimento de onda). Este pacote apresenta uma rotina que efetua este cálculo da velocidade radial através da relação:

$$\frac{v_r}{c} = \frac{\lambda_{\text{obs}} - \lambda_{\text{rep}}}{\lambda_{\text{rep}}}, \quad (3.2)$$

onde c é a velocidade da luz, v_r é a velocidade radial da estrela, λ_{obs} é o comprimento de onda de uma linha da estrela não corrigida e λ_{rep} é o comprimento de onda da mesma linha na estrela no referencial de repouso. Seleccionamos três regiões diferentes para este cálculo, e determinamos v_r através de uma média aritmética simples das velocidades encontradas mediante o uso destas três regiões. Uma vez obtidas as diferenças de velocidades entre os dois espectros aplicamos a correção utilizando a tarefa *dopcor*. A precisão interna deste procedimento é da ordem de 0.5 km/s. Um exemplo deste procedimento é mostrado na fig. 3.2.

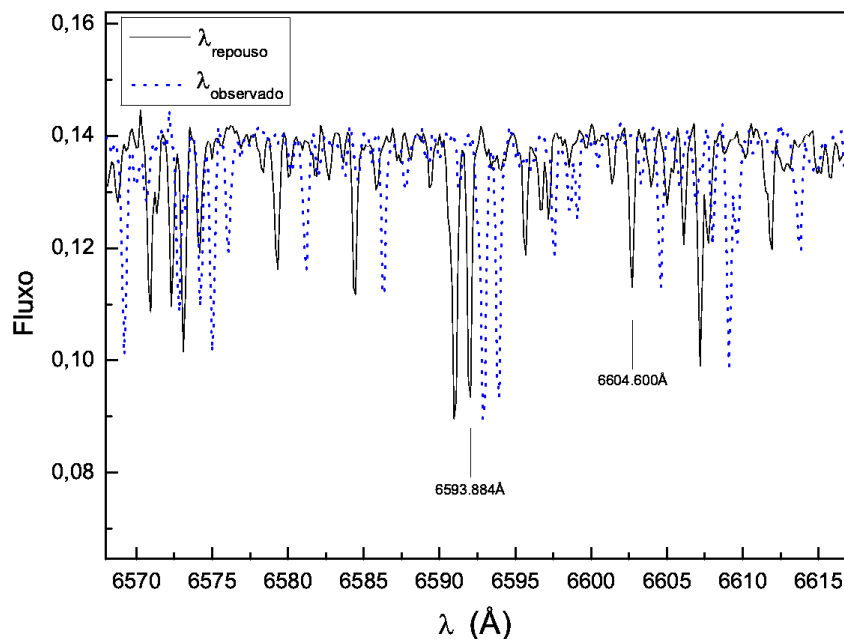


Figura 3.2: Exemplo da correção da velocidade radial da estrela para o referencial de repouso. A linha sólida representa o espectro corrigido, e a linha pontilhada representa o espectro não corrigido dos efeitos de desvio Doppler. As linhas espectrais indicadas na figura foram utilizadas para o cálculo da velocidade radial. O espectro apresentado corresponde à estrela HD 167665, que possui $v_r = 86.24$ km/s (valor instrumental).

3.3.3 Normalização do Contínuo

Normalizar espectros na região de $H\alpha$ é uma tarefa bastante delicada, pois nas redondezas de uma transição tão intensa (~ 4 Å de largura equivalente), é difícil localizar regiões de contínuo aparente, principalmente se a cobertura dos espectros não é muito grande. Testes com espectros solares mostram que erros de 1% no fluxo normalizado podem introduzir erros da ordem de 100 K na determinação da temperatura efetiva (Gehren, 1981). Atentos a este fato, optamos por normalizar manualmente todos os espectros de nossa amostra. Adotamos este procedimento para facilitar a identificação, através da análise comparativa, de eventuais erros sistemáticos.

O processo manual consiste em selecionar o maior número possível de regiões de contínuo aparente, ou seja, regiões com ausência de estruturas espectrais, para a determinação do contínuo. As regiões selecionadas encontram-se entre os intervalos de 6480 a 6525 Å na asa azul e de 6595 a 6640 Å na asa vermelha, e foram também selecionadas com o auxílio do Atlas de Fluxo Solar. Através da tarefa *continuum*, selecionamos um certo número de pontos candidatos ao contínuo aparente. O programa calcula um nível médio de contagem e rejeita os pontos abaixo deste nível, em função de critérios estatísticos, normalmente de 2σ . Em seguida, escolhemos visualmente os pontos que passam exatamente no contínuo aparente, fornecendo um peso estatístico alto a estes pontos, para adiante ajustar a melhor curva sobre eles.

A curva que representa o contínuo deve ser suave e precisa e é, em geral, um polinômio de Legendre de grau cinco, desde que este reproduza da melhor maneira possível o contínuo aparente. Caso contrário, mudamos o grau do polinômio e recomeçamos o procedimento citado acima. Finalmente, o espectro é dividido pela curva ajustada e, como resultado, obtivemos um espectro normalizado, ou seja, com uma escala de fluxo que varia de 0 a 1. O valor 1 (um) corresponde exatamente ao contínuo, sendo o valor mais alto, a menos de ruídos e defeitos nos espectros. As figuras 3.3 e 3.4 ilustram o resultado do processo de normalização para a estrela HD 198802.

Em teoria, após a normalização, os espectros estão prontos para serem analisados. Em alguns casos, os espectros podem sofrer contaminações por emissões características de raios cósmicos, uma vez que, para objetos frios, não se espera que possuam emissões devidas a transições espectrais nesse domínio espectral. A presença dessas emissões e quaisquer outros defeitos dos espectros prejudicarão o processo de medida dos fluxos. Assim, todos os espectros passaram por uma cuidadosa inspeção para eliminar a presença de raios cósmicos e/ou defeitos. Esta etapa foi realizada com o auxílio da tarefa *splot*, mediante a qual interpolamos os pixels defeituosos em relação aos pixels vizinhos. A figura 3.5 ilustra a presença de raios cósmicos na estrela BD+15 3364. Por fim, seguindo todos estes procedimentos, os espectros puderam ser utilizados na análise.

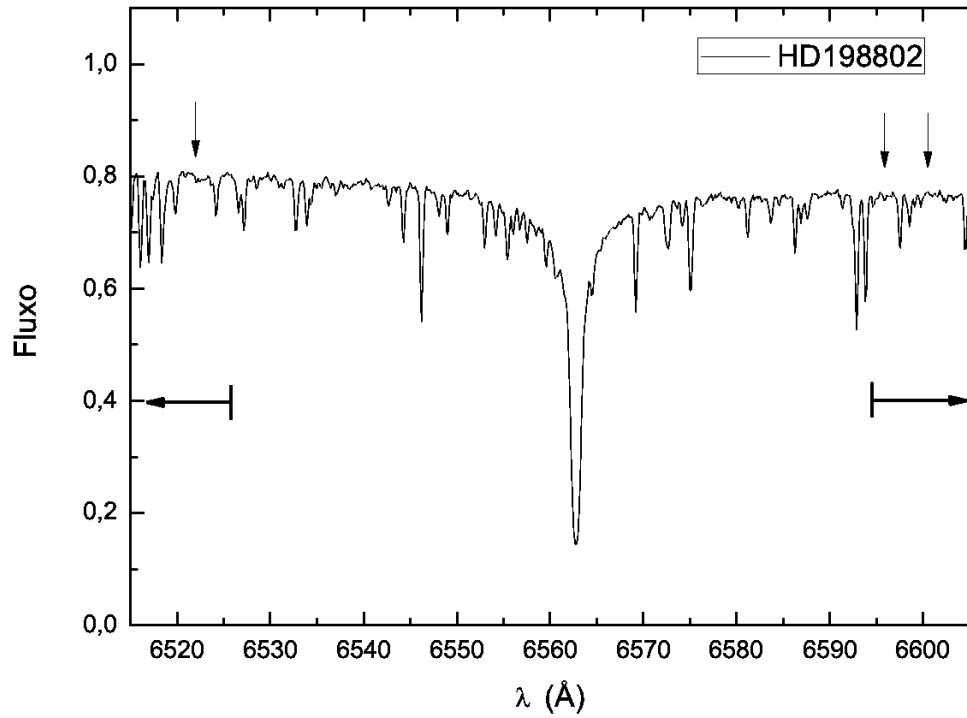


Figura 3.3: Exemplo de um espectro não normalizado para a estrela HD 198802. A região das asas de $H\alpha$ não foi utilizada para determinar as regiões de contínuo. As setas horizontais representam os intervalos espectrais utilizados para a seleção de pontos de contínuo aparente. As setas verticais representam os pontos utilizados no ajuste do polinômio que fornece a curva do contínuo.

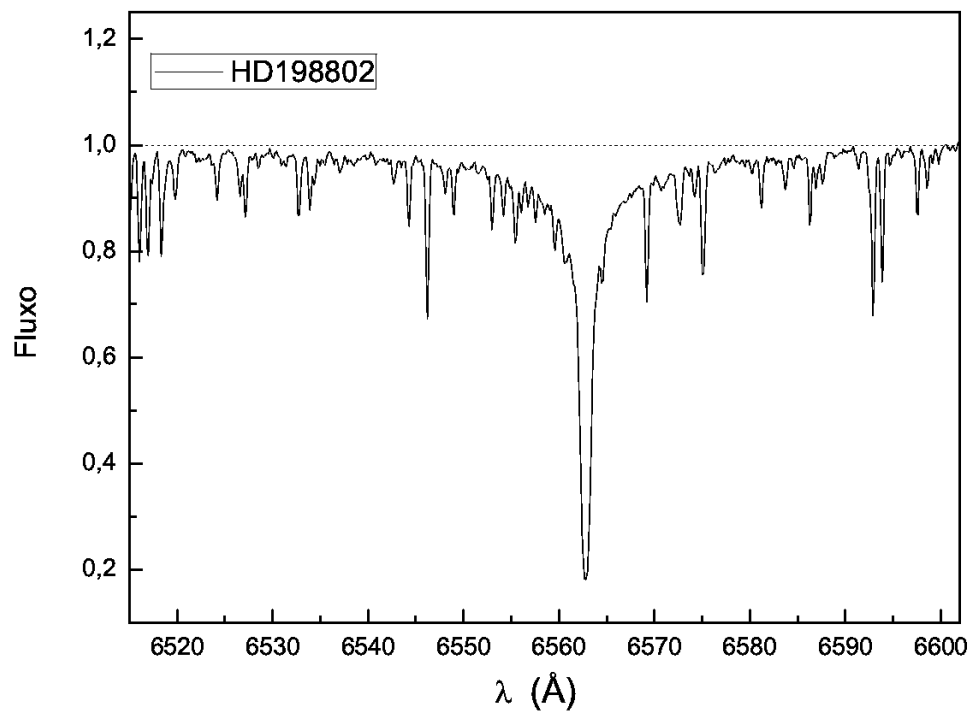


Figura 3.4: O espectro anterior após o processo de normalização.

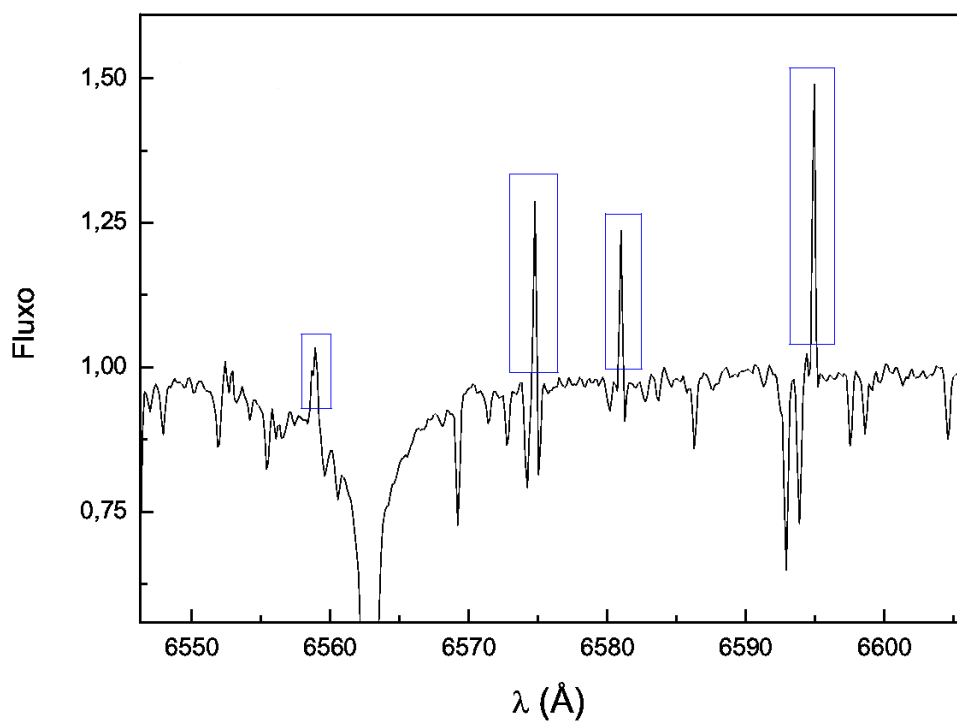


Figura 3.5: Exemplo de um espectro contaminado por raios cósmicos. O objeto em questão é a estrela BD+15 3364. Os retângulos na figura destacam a presença dos raios cósmicos.

Capítulo 4

A Escala de Temperatura Efetiva

Neste capítulo, derivamos a temperatura efetiva das estrelas de nossa amostra segundo dois métodos: através do ajuste das asas de $H\alpha$ e de uma calibração de cor empírica baseada no método do fluxo no infravermelho (MFIV). Em ambos os métodos precisamos conhecer previamente alguns parâmetros atmosféricos, como a metalicidade e a gravidade superficial. Para tanto, realizamos uma minuciosa pesquisa dos trabalhos publicados na literatura a respeito das estrelas de interesse deste estudo. Os parâmetros atmosféricos como temperatura efetiva (T_{eff}), gravidade superficial ($\log g$) e metalicidade ($[\text{Fe}/\text{H}]$ ⁷) foram selecionados segundo os seguintes critérios:

- (a) Trabalhos cuja determinação das temperaturas efetivas foi feita através do equilíbrio de ionização e excitação das linhas de Fe I e Fe II, de preferência, em uma análise diferencial, tendo o Sol como referência. Tais trabalhos foram classificados como **espectroscópicos**;
- (b) Trabalhos cuja determinação de temperaturas efetivas foi feita através de alguma calibração fotométrica. Tais trabalhos foram classificados como **fotométricos**.

Como resultado desta pesquisa, para algumas estrelas de nossa amostra, mantivemos os parâmetros levantados da literatura por Lyra & Porto de Mello (2005) na ausência de referências mais atuais. Para as demais estrelas, realizamos um levantamento completamente novo, visando buscar referências que adotassem análises segundo os critérios (a) ou (b). Infelizmente, alguns dos objetos de nossa amostra possuíam poucas ou nenhuma referência que se prestasse aos objetivos de nossa análise e, por isso, tiveram que ser descartados. A tabela B.1 do anexo B mostra a amostra final com os parâmetros

⁷A metalicidade é formalmente definida pela relação:

$$[\text{Fe}/\text{H}] = \log \left(\frac{\text{ab Fe}}{\text{ab H}} \right)_* - \log \left(\frac{\text{ab Fe}}{\text{ab H}} \right)_{\odot}, \quad (4.1)$$

onde ab é a abundância de ferro (Fe) ou hidrogênio (H) conforme o caso.

atmosféricos selecionados da literatura, suas referências e suas classificações segundo os nossos critérios.

Naturalmente, o uso de parâmetros obtidos da busca literária prejudica a homogeneidade da amostra. Mesmo adotando medidas para reduzir estes efeitos, a qualidade dos espectros, a resolução espectral ou pequenas considerações feitas em cada tipo de estudo, podem ser significativamente diferentes. Atentos a este fato, buscamos adotar um método que reduzisse tais discrepâncias. Para tanto, calculamos a temperatura efetiva total da nossa amostra a partir de dois critérios independentes (temperatura efetiva de $H\alpha$ e temperatura efetiva fotométrica), aplicamos uma correção para uniformizar a escala de metalicidades e obtivemos novas gravidades superficiais, através dos diagramas evolutivos, para todas as estrelas. Este último procedimento será discutido mais adiante, no capítulo 5.

4.1 Determinação da Temperatura Efetiva por $H\alpha$

Como visto no capítulo 3, a linha de $H\alpha$ mostra-se muito sensível a variações na temperatura efetiva da estrela e pouco sensível em relação a outros parâmetros como gravidade superficial, velocidade de microturbulência e metalicidade. Através desta dependência, utilizamos programas específicos que derivam a temperatura efetiva das estrelas ajustando perfis teóricos às asas desta linha de Balmer. O método baseia-se na comparação dos perfis teóricos calculados para diferentes temperaturas com o espectro observado.

Os perfis teóricos foram calculados a partir do pacote *AHYDRO*, original de Praderie (1967) e gentilmente cedido pela autora. Tal rotina sintetiza os perfis teóricos através de um modelo de atmosferas (Gustafsson et al. 1975) levando em consideração os alargamentos radiativo, Doppler, por ressonância e o efeito Stark. O código realiza esses cálculos de acordo com a teoria quase-estática, sendo o efeito Stark incluído pelo método de Vidal et al. (1971), e o alargamento por ressonância, segundo o método de Cayrel & Traving (1960). Os parâmetros de entrada deste programa são o nível superior e inferior da transição atômica, o comprimento de onda central da linha, o potencial de excitação do nível inferior; além dos parâmetros atmosféricos da estrela (T_{eff} , $[\text{Fe}/\text{H}]$, $\log g$, ξ). Os parâmetros atmosféricos foram obtidos da tabela B.1 (ver anexo B), com exceção da microturbulência (ξ), que foi calculada de acordo com a seguinte relação de Edvardsson et al. (1993):

$$\xi = 1.25 + 8 \times 10^{-4}(T_{\text{eff}} - 6000) - 1.3(\log g - 4.5). \quad (4.2)$$

Assim, calculamos cinco perfis teóricos, um com a temperatura inicial (T_{lit}), obtida da literatura, e outros quatro com variações de 50 K, para mais e para menos ($T_{\text{lit}} \pm 50$ K e $T_{\text{lit}} \pm 100$ K).

Utilizamos o programa desenvolvido por Lyra & Porto de Mello (2005), para fazer a comparação automática entre o espectro observado e os modelos teóricos, e, assim, determinar a temperatura efetiva das estrelas. As regiões selecionadas para a comparação foram, no total, quatro na parte azul (entre 6556 e 6562 Å) e três na parte vermelha do espectro (entre 6564 e 6569 Å), como mostra a figura 4.1. As regiões foram escolhidas de maneira que não se localizassem muito próximas do centro da linha, pois a aproximação de ETL não é mais válida; e não muito distantes do centro, para evitar regiões que se aproximam assintoticamente do contínuo, onde a sensibilidade com a temperatura não é mais confiável. Além disso, para otimizar a comparação, evitamos janelas contaminadas por linhas telúricas e linhas metálicas fotosféricas da própria estrela, já que os perfis teóricos não levam em consideração no seu cálculo a presença destas linhas, e sim apenas a absorção causada pela linha de Balmer.

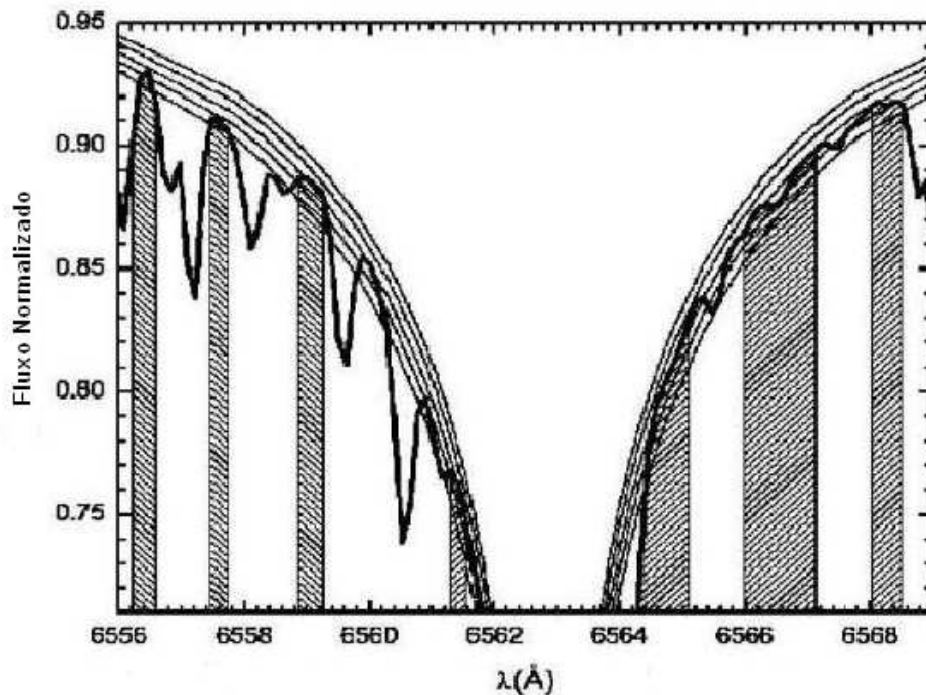


Figura 4.1: Ajuste dos modelos teóricos para a determinação da temperatura efetiva de $H\alpha$. As linhas contínuas sobrepostas ao espectro representam os cinco modelos teóricos calculados. As regiões de comparação foram selecionadas de maneira a evitar a presença de linhas fotosféricas e telúricas.

O programa supracitado calcula as diferenças médias entre o fluxo observado e os fluxos dos perfis teóricos em cada uma das regiões de referência e adota como temperatura do perfil aquela que produza a menor diferença média de fluxo. O valor de T_{eff} é a média entre os valores de temperatura obtida para cada pixel, ponderada pelo número de pixels entre a região das asas, dando maior peso à asa vermelha, que é menos afetada por linhas telúricas e, portanto, mais confiável. Por fim, o programa elimina os pontos que

forneem temperaturas que se afastam por mais de 2σ do valor médio e elimina as possíveis contaminações por linhas telúricas através de um teste Kolmogorov-Smirnov.

Entretanto, o método automático possui algumas limitações. Para espectros com baixa razão S/R , o programa, algumas vezes, não foi capaz de calcular a temperatura satisfatoriamente, porque este excluía mais pontos que o mínimo aceitável para uma boa determinação de T_{eff} (10 ou mais), na ocasião de aplicar o teste K-S. Outra limitação ocorreu quando o desvio padrão entre as diferenças médias em cada região era muito alto, de maneira que o programa não fora capaz de excluir pixels visivelmente rebaixados por linhas telúricas, contaminando, assim, a temperatura final. Esta última situação foi muito comum para estrelas mais frias, cujos espectros são muito mais afetados por linhas metálicas.

Nas estrelas excessivamente frias ($T_{\text{eff}} \leq 5200\text{K}$), a largura equivalente de $\text{H}\alpha$ não é muito intensa e as asas começam a ficar rasas o suficiente para que a sensibilidade à temperatura seja afetada. Ademais, a contaminação por linhas metálicas é mais expressiva em estrelas deste tipo, o que reduz os pontos das janelas que o programa utiliza para calcular a temperatura. Para estrelas com $T_{\text{eff}} \geq 5200\text{ K}$, o procedimento funcionou corretamente; porém, para estrelas progressivamente mais frias que este valor, os perfis teóricos se afastaram significativamente dos perfis observados.

Para estes objetos, adotamos o procedimento de comparação visual entre os perfis teóricos e o observado, selecionando os pixels que melhor ajustavam o perfil observado. Em cada janela selecionamos os pixels que melhor se adequaram ao espectro observado e realizamos uma média entre os valores de T_{eff} obtidos para todas as regiões. Naturalmente, a presença de linhas telúricas e metálicas diminui a quantidade de pixels por região e, desta forma, o erro associado a este procedimento foi maior do que no procedimento automático, apenas porque os objetos eram mais frios. Nas figuras a seguir, mostramos as melhores estimativas ajustadas manualmente para as asas azul e vermelha dos espectros de dois objetos de nossa amostra, um com baixa razão S/R (HD 30562) e outro muito frio (HD 205390), juntamente com o resultado final do modelo ajustado. Na tabela B do anexo 2, dispomos os valores das T_{eff} calculadas a partir do perfil de $\text{H}\alpha$.

Os erros nas determinações dos parâmetros fundamentais devem influir um pouco na estimativa de T_{eff} pelo ajuste de $\text{H}\alpha$. Segundo os autores do programa, as incertezas compostas típicas deste procedimento, levando em consideração os erros em posição do contínuo, dos parâmetros atmosféricos utilizados e da diferença de temperatura entre as asas é de $\approx 50\text{ K}$. Adotamos este valor para todas as estrelas que obtiveram temperaturas satisfatórias do procedimento automático. Tal valor é também bem justificado para os objetos mais quentes (ver fig. 4.4) e está em bom acordo com o encontrado por Lyra & Porto de Mello (2005). Por outro lado, as estrelas que foram analisadas pelo método visual tiveram incertezas associadas maiores devido a baixa frequência de pixels nas regiões de referência, e, para estas, adotamos $\sigma = 90\text{ K}$, que corresponde ao valor médio encontrado

para as dispersões destas estrelas. Compõem este grupo, principalmente, estrelas muito frias e estrelas com baixa razão S/R . Para efeitos de comparação, a figura 4.5 compara as temperaturas efetivas da literatura com a escala de temperatura de $H\alpha$ encontrada neste trabalho. A correlação entre estas escalas de T_{eff} é de 80%

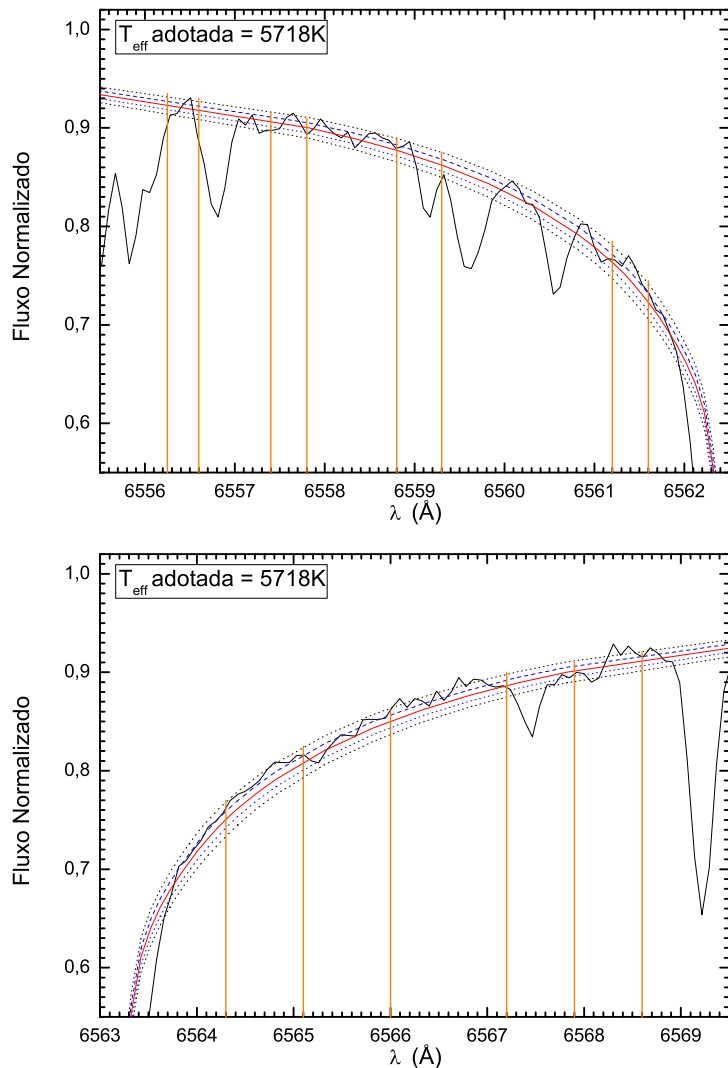


Figura 4.2: *Em cima*: Ajuste para asa azul da estrela HD 30562. A linha cheia que passa por entre o espectro representa o modelo para a temperatura efetiva inicial. *Em baixo*: Ajuste para a asa vermelha da estrela HD 30562. A estrela possui $S/R \pm 80$.

A figura 4.4 mostra o comportamento das incertezas encontradas contra as T_{eff} determinadas. Percebe-se que o erro associado é maior para as estrelas mais frias, com exceção de algumas poucas estrelas quentes, que se encontram fora do limite 2σ apresentado no gráfico e que apresentam baixa razão S/R . Para este subgrupo, adotamos 90 K como incerteza final associada ao método visual. Entretanto, da figura 4.4, podemos notar que nossa incerteza média é muito próxima do valor típico sugerido por Lyra & Porto de Mello (2005), e observamos que as novas $T_{\text{eff}}(H\alpha)$ aqui obtidas são perfeitamente homogêneas com as desses autores.

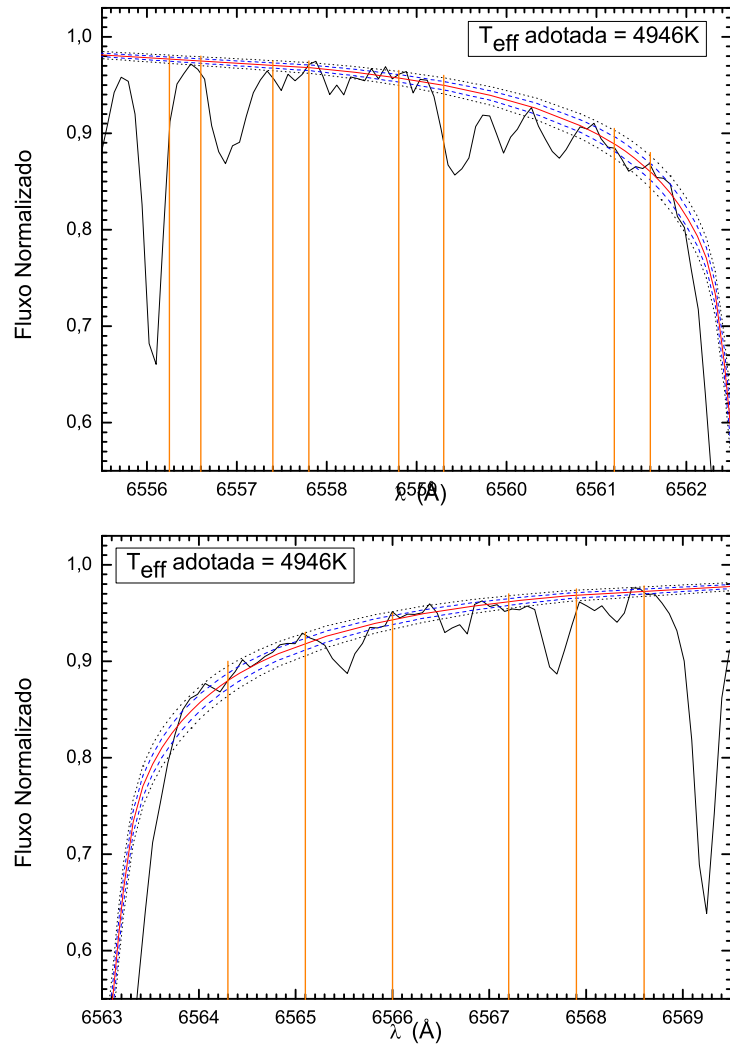


Figura 4.3: *Em cima*: Ajuste para asa azul da estrela fria HD 205390. *Em baixo*: Ajuste para a asa vermelha da estrela fria HD 205390.

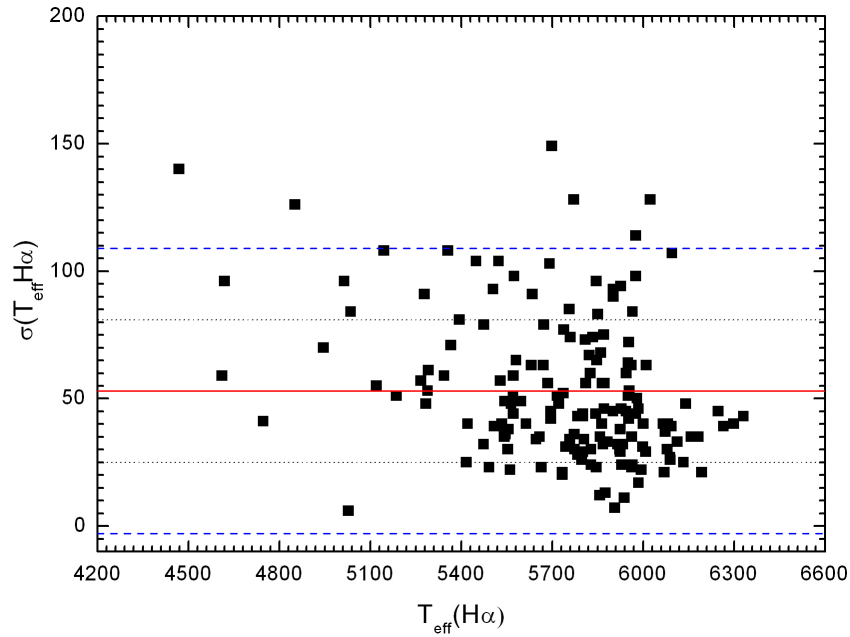


Figura 4.4: Comparação do erro na temperatura efetiva de $\text{H}\alpha$ versus a $T_{\text{eff}}(\text{H}\alpha)$. A linha contínua representa o valor médio encontrado para as incertezas, a linha pontilhada apresenta 1σ de desvio, e a linha tracejada apresenta 2σ de desvio em relação a média. A incerteza média é de 53 K.

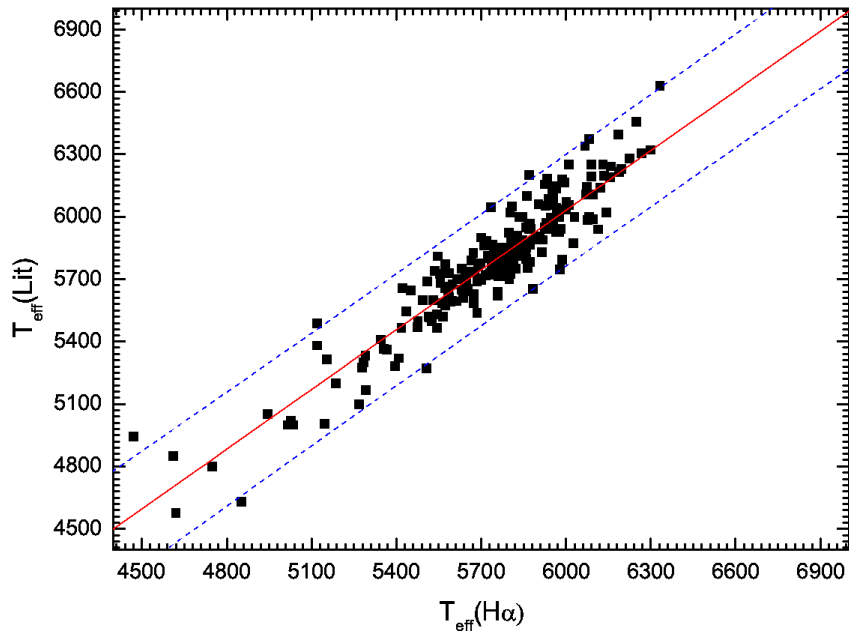


Figura 4.5: Comparação temperatura efetiva da literatura versus a $T_{\text{eff}}(\text{H}\alpha)$. A linha contínua representa o valor médio encontrado para as incertezas, e a linha pontilhada apresenta 2σ de desvio em relação a média. A correlação entre as duas escalas de temperatura apresentadas é de 80%.

4.2 Cálculo da Temperatura Fotométrica

O interesse em derivar a temperatura efetiva das estrelas através do método do fluxo infravermelho (MFIV) reside no fato de que o contínuo das estrelas frias é formado em regiões muito próximas do ETL, ou seja, a determinação da temperatura efetiva para estas estrelas através da distribuição de fluxo é virtualmente independente de incertezas nos modelos NETL (Lambert & Pagel 1968, Lites & Mihalas 1984). Na prática, o MFIV baseia-se no fato de que os modelos atmosféricos reproduzem as distribuições de fluxo estelares com muito mais precisão no infravermelho porque a importância do bloqueamento de linhas é menor para estes comprimentos de onda, do que para o azul, por exemplo. Além disso, Blackwell et al. (1990) argumentam que a eficiência do método se aplica para estrelas com $4000\text{K} \leq T_{\text{eff}} \leq 8000\text{K}$, o que torna este método muito eficiente para as estrelas de nosso intervalo espectral.

Em geral, as calibrações de T_{eff} baseadas no MFIV dependem, além dos índices fotométricos, de outros parâmetros fundamentais como a metalicidade e a gravidade superficial. Adotamos as calibrações fotométricas de Porto de Mello (1996), as quais são dependentes do parâmetro $[\text{Fe}/\text{H}]$. Como a metalicidade foi levantada da literatura e estimada por diferentes métodos dependentes de cada trabalho, preocupamo-nos em corrigir a escala de metalicidades em função do valor de $T_{\text{eff}}(\text{H}\alpha)$. Aplicamos este procedimento uma vez que a escala de $T_{\text{eff}}(\text{H}\alpha)$ é homogênea, portanto deve auxiliar a reduzir parte da heterogeneidade da escala de $[\text{Fe}/\text{H}]$. Diversas análises, a grande maioria espectroscópicas, apresentam valores para a razão $\Delta[\text{Fe}/\text{H}]/\Delta T_{\text{eff}}$, que representam valores típicos de correção da metalicidade em função dos erros cometidos em temperatura. A tabela 4.1 mostra alguns exemplos destas correções aplicadas em trabalhos com análises espectroscópicas detalhadas e que consideram um bom número de linhas atômicas, bem distribuídas com relação ao potencial de excitação.

Análise de referência	$\Delta[\text{Fe}/\text{H}]/\Delta T_{\text{eff}}$
Clegg et al. (1981)	0.07 dex/100 K
Steenbock (1983)	0.06 dex/100 K
Cayrel de Strobel & Bentolila (1989)	0.04 dex/100 K
Zhao & Magain (1991)	0.06 dex/100 K
Peloso et al. (2005)	0.07 dex/100 K

Tabela 4.1: Valores representativos da correção de $\Delta[\text{Fe}/\text{H}]/\Delta T_{\text{eff}}$. Os valores acima foram retirados dos respectivos trabalhos apresentados na primeira coluna desta tabela.

Com base nesta pesquisa, corrigimos todos os valores de $[\text{Fe}/\text{H}]$ obtidos da literatura pela relação 4.3, onde ΔT_{eff} é a diferença entre a temperatura efetiva obtida da literatura $T_{\text{eff}}(\text{Lit})$ e a $T_{\text{eff}}(\text{H}\alpha)$. Assim, se $\Delta T_{\text{eff}} > 0$ a correção era aplicada de maneira aditiva,

caso contrário, o valor de $[\text{Fe}/\text{H}]$ era subtraído da correção adotada.

$$\frac{\Delta[\text{Fe}/\text{H}]}{\Delta T_{\text{eff}}} = 0.06 \text{ dex}/100 \text{ K} \quad (4.3)$$

Com o objetivo de mensurar os benefícios desta correção, comparamos as duas escalas de metalicidades na figura 4.6. Repare que as escalas já possuíam um bom acordo entre si, comprovando a importância de um critério rigoroso na seleção das referências utilizadas.

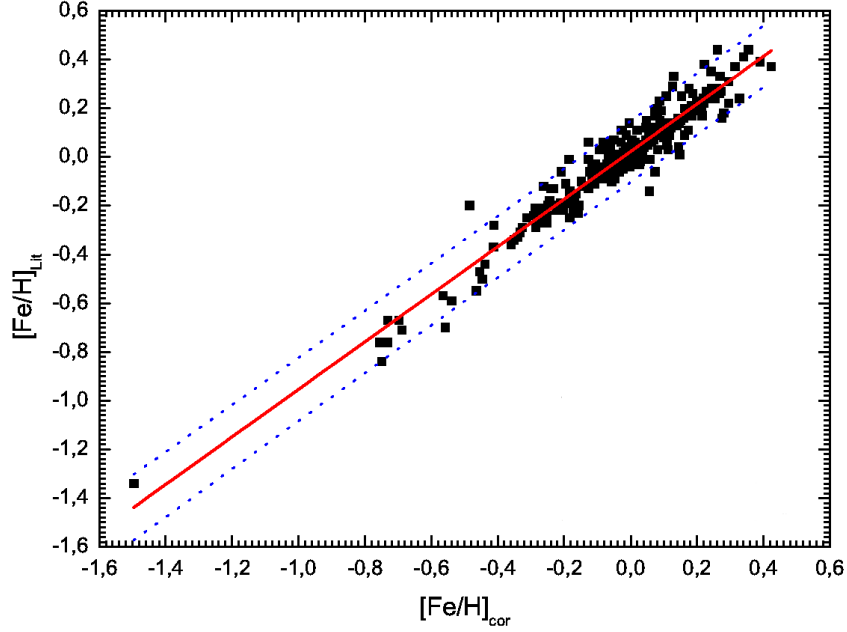


Figura 4.6: Comparação da $[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{Lit}}$ versus $[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{cor}}$. A linha contínua representa o melhor ajuste entre as duas variáveis, e as linhas pontilhadas representam os limites de confiança de 95%. O coeficiente de correlação (R) entre a metalicidade da literatura e a metalicidade corrigida é de 0.93.

De posse da nova escala de $[\text{Fe}/\text{H}]$, calculamos as temperaturas efetivas fotométricas através das calibrações de Porto de Mello (1996), que são mostradas a seguir, juntamente com as incertezas consideradas associadas:

$$T_{\text{eff}}(\text{K}) = 7747 - 3016(B - V) \{1 - 0.15[\text{Fe}/\text{H}]\} \quad \sigma = 65\text{K} \quad (4.4)$$

$$T_{\text{eff}}(\text{K}) = 7751 - 2406(B_T - V_T) \{1 - 0.20[\text{Fe}/\text{H}]\} \quad \sigma = 64\text{K} \quad (4.5)$$

$$T_{\text{eff}}(\text{K}) = 8481 - 6516(b - y) \{1 - 0.09[\text{Fe}/\text{H}]\} \quad \sigma = 55\text{K}. \quad (4.6)$$

Os índices de cor ($B - V$), ($B_T - V_T$) foram obtidos do catálogo HIPPARCOS (ESA 1997) e as cores ($b - y$) foram levantadas da literatura, dando preferência ao sistema fotométrico de Olsen (1993, 1994) e Olsen (1983). Os demais catálogos que não estavam de

acordo com o sistema de Olsen (1993), mas eram compatíveis com o sistema fotométrico dos catálogos de Olsen (1994) e Olsen (1983), foram convertidos para este através da relação dada pelo autor:

$$(b - y)_{\text{corrigido}} = 0.8858 \times (b - y) + 0.0532. \quad (4.7)$$

No anexo B, tabela B.2, apresentamos os valores dos índices $(b - y)$ compatíveis com o sistema de Olsen (1993), sempre que necessário, além de todas as referências fotométricas utilizadas para a amostra. A temperatura fotométrica final para cada estrela foi obtida através da média ponderada das temperaturas obtidas pelas três calibrações, usando o inverso do quadrado da incerteza como peso,

$$\langle T_{\text{eff}}(\text{Fot}) \rangle_{\text{med}} = \frac{\sum_{i=1}^N \frac{1}{\sigma_i^2} (T_{\text{eff},i})}{\sum_{i=1}^N \frac{1}{\sigma_i^2}}, \quad (4.8)$$

onde N foi o número de calibrações utilizadas, já que nem todas as estrelas possuíam os três índices. A incerteza da temperatura fotométrica final foi obtida através da expressão:

$$\sigma(T_{\text{eff}}(\text{Fot})) = \sqrt{\frac{\sum_{i=1}^N \sigma_i^2}{N^2}}. \quad (4.9)$$

A incerteza média encontrada adotando este procedimento foi de $\sigma \sim 30$ K. Porém, as incertezas mostradas nas equações 4.4 à 4.6, são referentes apenas às calibrações e não consideram os erros das metalicidades, erros na fotometria e possíveis erros de ponto-zero do MFIV. Considerando que os erros em fotometria são virtualmente desprezíveis, salvo algumas estrelas que possuem fotometria de baixa qualidade, a metalicidade domina uma fonte adicional de erro que não é contabilizada na equação 4.9. Conforme estimamos, os erros associados à derivação da temperatura efetiva por meio deste procedimento devem ser ligeiramente maiores, e, adotamos o valor de $\sigma \sim 40$ K como mais razoável.

Novamente, reavaliamos o emprego da escala de metalicidades comparando as temperaturas fotométricas obtidas sem a escala de $[\text{Fe}/\text{H}]$ corrigida e com a escala de $[\text{Fe}/\text{H}]$ corrigida (ver figura 4.7). Note que a dispersão em torno da média é maior para as $T_{\text{eff}}(\text{Fot})$ obtidas com a escala não-corrigida. Adicionalmente, o erro do ajuste entre as escalas de temperaturas efetivas de $\text{H}\alpha$ e fotométrica é 10 unidades maior quando se usa a escala não corrigida. A correlação entre as variáveis é ligeiramente maior para as metalicidades corrigidas ($R = 0.91$). A tabela B.2 do anexo B mostra as temperaturas efetivas fotométricas.

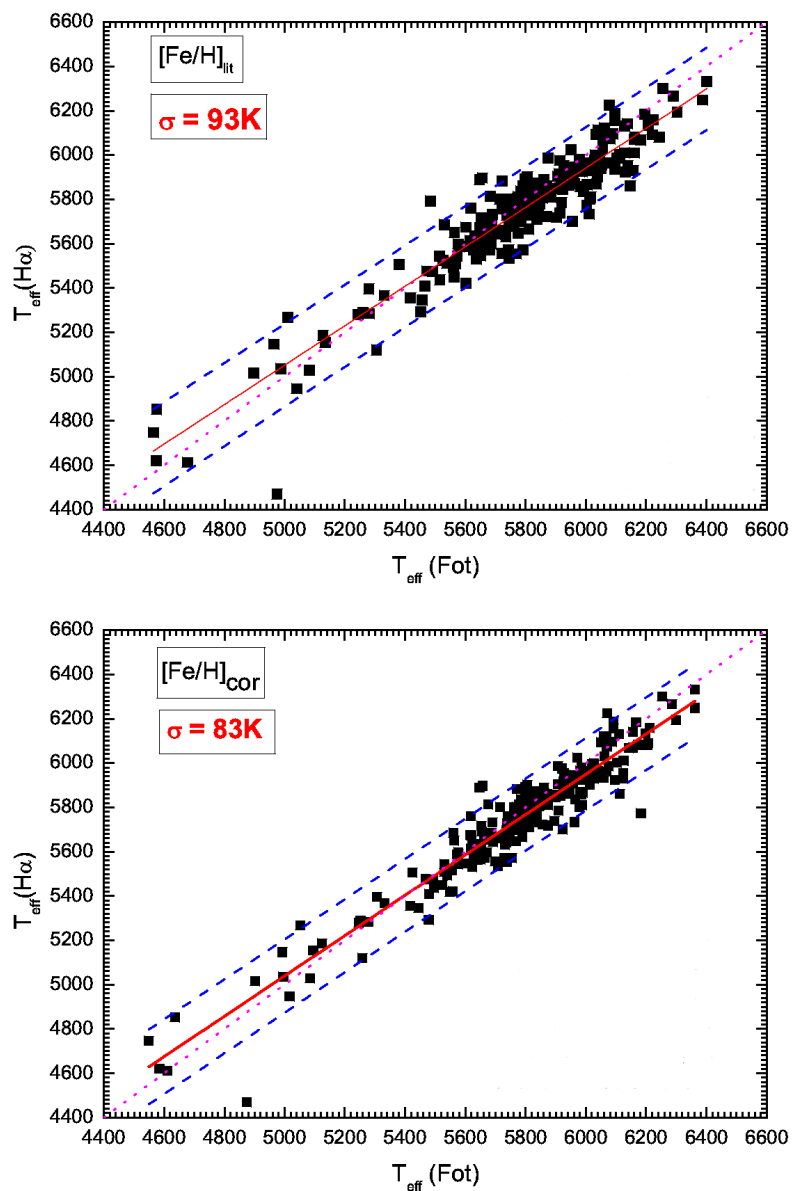


Figura 4.7: *Em cima*: Comparação entre a temperatura efetiva de $\text{H}\alpha$ e fotométrica com escala não corrigida de $[\text{Fe}/\text{H}]$. A dispersão entre as duas escalas de T_{eff} é de 93 K. *Em baixo*: O mesmo de cima para as temperaturas efetivas fotométricas obtidas com a escala corrigida de $[\text{Fe}/\text{H}]$. A dispersão entre as duas escalas de T_{eff} é de 83 K.

4.3 A Escala de Temperatura Efetiva Adotada

Em vista da boa concordância entre as escalas de temperatura efetiva de $H\alpha$ e fotométrica, a temperatura efetiva final adotada para cada estrela foi a média aritmética entre as temperaturas efetivas citadas. Com relação as incertezas, adotamos um critério mais cauteloso, pois as incertezas nas determinações das $T_{\text{eff}}(H\alpha)$ eram na média um pouco maiores. Tal resultado não significa necessariamente que o método de derivação de T_{eff} através do ajuste das asas de Balmer fosse menos preciso que o método fotométrico, mas reflete a nossa incapacidade de mensurar corretamente as incertezas das $T_{\text{eff}}(\text{Fot})$. De fato, o erro total, levando em conta as incertezas internas e externas, nas $T_{\text{eff}}(\text{Fot})$ derivadas do MFIV deve estar na faixa de $\sim 1\%$, ou 60 K para uma estrela típica de nossa amostra (Masana et al. 2006).

As maiores incertezas de $T_{\text{eff}}(H\alpha)$ foram encontradas em estrelas com baixos valores de T_{eff} ; para estas estrelas adotamos como incerteza final o valor de $\sigma = 90$ K. Para as demais estrelas, onde o erro de $T_{\text{eff}}(H\alpha)$, que foi de $\sigma = 50$ K, superava a nossa estimativa de erro para a $T_{\text{eff}}(\text{Fot})$, que foi de $\sigma = 40$ K, adotamos o valor de $\sigma = 50$ K, com o objetivo de não subestimar nossa estimativa de erros.

Nosso maior interesse em utilizar as médias das temperaturas efetivas de $H\alpha$ e fotométrica é representar com precisão as diferenças de escalas de temperaturas efetivas de nossas estrelas. Ambas as escalas de T_{eff} possuem ponto zero consistente, uma vez que, para o espectro solar, encontramos $T_{\text{eff}}(H\alpha) = 5780$ K, que corresponde ao valor canônico. Esse mesmo valor pode ser inserido na calibração de $T_{\text{eff}}(B - V)$, que fornece $(B - V)_{\odot} = 0.65$, em ótimo acordo com derivações independentes (Porto de Mello & da Silva 1997, Holmberg et al. 2006). As duas escalas são, portanto, compatíveis e com incertezas totais comparáveis.

A escala de temperatura efetiva final adotada e seus respectivos erros podem ser vistos na tabela B do anexo 2. Usaremos estes valores de temperatura efetiva para obter massas, idades e raios para todas as estrelas (capítulo 5), e também, em todas as discussões apresentadas nos capítulos 6 e 7.

Capítulo 5

Determinação de Massas e Idades

Neste capítulo iremos derivar alguns parâmetros evolutivos das estrelas de nossa amostra como massas, idades, raios e gravidades superficiais, estas últimas, obtidas pelo método evolutivo. Nosso principal objetivo aqui é obter o maior número de parâmetros evolutivos disponíveis que nos auxiliem na construção de um indicador idade-atividade multiparamétrico. Para isso, precisamos determinar as idades estelares segundo algum método consistente, para todas as estrelas da amostra. A seguir iremos expor o método aplicado ao nosso trabalho.

5.1 O Método Isocronal

Um método bem estabelecido e elegante para se determinar o estado evolutivo de uma estrela é através do uso de trajetórias de massa e de idade, estas últimas conhecidas como isócronas. O posicionamento de estrelas em diagramas de massa ou de idade depende de alguns parâmetros estelares, como a metalicidade, a temperatura efetiva e a luminosidade, por exemplo. Por esta razão, a boa caracterização destes parâmetros é fundamental para determinar a posição de uma estrela no diagrama HR.

O advento do satélite HIPPARCOS permitiu um enorme ganho na redução das incertezas associadas à luminosidade, em virtude da acurácia obtida com as suas paralaxes. Por outro lado, as incertezas em metalicidade e em temperatura efetiva ainda podem refletir em grandes incertezas em massas e idades. Em regiões onde as isócronas assumem perfis mais verticalizados, erros de 30 a 100 K em temperatura introduzem erros de 2 a 4 Gano¹ em idade. Por outro lado, a metalicidade, por ser fator que governa a opacidade e portanto o transporte de energia, também influi na luminosidade da estrela, o que inevitavelmente modifica a sua trajetória e a escala de tempo de sua evolução.

Várias trajetórias de idades e massas, com uma grade extensa de valores, estão disponíveis na literatura (Schaller et al. (1992), Charbonnel et al. (1999), Girardi et al. (2000),

¹1 Gano = 1 bilhão de anos.

entre outras). Porém, as trajetórias utilizadas dependem ainda dos modelos de evolução estelar adotados, com respeito às suas hipóteses físicas principalmente. Embora exista um bom acordo entre os vários modelos de evolução estelar para estrelas de tipo solar na seqüência principal, doravante SP, consideráveis discrepâncias aparecem nas etapas mais evoluídas (Porto de Mello et al. 2008). Neste trabalho utilizamos as trajetórias evolutivas de Kim et al. (2002) e Yi et al. (2003), também conhecidas com Y^2 .

O método isocronal é bastante eficiente para um razoável número de estrelas, mas possui uma série de limitações. A grande maioria das estrelas encontra-se na SP, onde as isócronas localizam-se muito próximas umas das outras, impossibilitando assim, a determinação de idades. Não obstante, quando uma estrela mais evoluída se posiciona em regiões de duas ou mais isócronas superpostas, a incerteza na determinação de sua idade aumenta consideravelmente.

Salvo algumas poucas exceções, o método isocronal é muito eficiente para estrelas mais evoluídas (além da SP, de preferência na fase subgigante), mas é muito limitado para as estrelas anãs. Eventualmente, as anãs jovens da SP têm suas idades bem determinadas quando estão associadas à aglomerados ou grupos cinemáticos, desde que uma amostra significativa de estrelas esteja disponível.

O cenário se inverte para as anãs evoluídas de campo, pois por melhor que seja a determinação dos seus parâmetros atmosféricos, isto não garante uma boa solução de idades pelo método isocronal. Tal problema surge porque grande parte destas estrelas se posicionam em regiões de aglomeração de isócronas ou fornecem soluções de idade maior que a assumida para o disco da Galáxia. Por outro lado, para as estrelas subgigantes, o método isocronal costuma fornecer boas idades devido à morfologia das isócronas.

Por este motivos, um método alternativo que se aplique às deficiências apresentadas pelas isócronas é altamente desejado. Em geral, estrelas jovens apresentam alta rotação e, por conseqüência, intensa atividade magnética, ao contrário de suas companheiras anãs mais evoluídas, onde a atividade magnética é menos intensa. Iremos explorar este aspecto em conexão com a idade nos capítulos seguintes. Com respeito às subgigantes, espera-se que, nesta fase, que a contribuição de fluxo magnético seja quase puramente acústico e não magnetohidrodinâmico. Isto torna esta classe especial por constituir, em nossa amostra, os objetos de mais baixa atividade. Maiores detalhes sobre a importância das subgigantes na conexão idade-atividade serão discutidos no capítulo 7. Por ora estaremos interessados na derivação de massas e idades segundo o método isocronal.

5.2 Parâmetros Evolutivos

Para determinar as massas e idades através do diagrama HR, necessitamos da temperatura efetiva e da metalicidade, que foram derivadas no capítulo anterior, além da luminosidade. Sabe-se que a magnitude absoluta da estrela M_V está relacionada com a

magnitude aparente e a paralaxe (distância da estrela) através da expressão:

$$M_V = V + 5 + 5 \log \pi, \quad (5.1)$$

onde V é a magnitude visual da estrela na banda V e π é a paralaxe, ambos retirados do catálogo HIPPARCOS. Entretanto, a luminosidade está associada à magnitude bolométrica absoluta da estrela pela equação:

$$M_{\text{bol}} - M_{\text{bol}}^{\odot} = -2.5 \log \left(\frac{L}{L_{\odot}} \right). \quad (5.2)$$

Na equação anterior, $M_{\text{bol}}^{\odot} = 4,75$ é a magnitude bolométrica do Sol. Para o cálculo da magnitude bolométrica, é necessário introduzir um fator de correção, a correção bolométrica, que elimina os efeitos da magnitude na banda V . A expressão que determina a magnitude bolométrica é dada por:

$$M_{\text{bol}} = \text{CB} + M_V. \quad (5.3)$$

Na equação anterior, M_V é a magnitude absoluta que foi retirada do catálogo HIPPARCOS e CB é a correção bolométrica que foi obtida de Flower (1996). A luminosidade, combinando-se as relações anteriores, pode ser escrita na forma:

$$\log \left(\frac{L}{L_{\odot}} \right) = -0.4(V + 5 + 5 \log \pi + \text{CB} - M_{\text{bol}}^{\odot}). \quad (5.4)$$

Os erros na magnitude bolométrica foram determinados da teoria de propagação de erros através da equação:

$$\sigma(M_{\text{bol}}) = \sqrt{\sigma_{M_V}^2 + \sigma_{\text{CB}}^2}, \quad (5.5)$$

onde σ_{CB} é o erro da correção bolométrica e σ_{M_V} é o erro na magnitude absoluta na banda V . Finalmente, temos que o erro na luminosidade é obtido através da equação:

$$\sigma \left(\log \left(\frac{L}{L_{\odot}} \right) \right) \approx 0,4 \sigma(M_{\text{bol}}) \quad (5.6)$$

Combinando as equações anteriores, encontramos os valores dos parâmetros utilizados no diagrama HR e suas respectivas incertezas.

Também estávamos interessados em classificar as estrelas entre anãs e subgigantes segundo algum método, com o objetivo de identificar a parcela de estrelas menos ativas da amostra. Lyra e Porto de Mello (2005) classificaram esta separação adotando um valor de gravidade superficial de 4.2, isto é, estrelas com $\log g > 4.2$ são anãs e estrelas com $\log g < 4.2$ são subgigantes. Em uma primeira aproximação, esta é uma subdivisão válida,

uma vez que uma estrela de massa aproximadamente solar atingirá o ramo das subgigantes, ou seja, esgotará a queima de H no núcleo, com estes valores típicos de gravidade. Porém, quando consideramos estrelas de maior massa (acima de $1.2 M_{\odot}$) esta aproximação deixa de ser razoável, pois estrelas nesta faixa de massa podem apresentar gravidades ainda mais baixas que $\log g = 4.2$ e permanecerem como anãs. Deste modo, nossa classificação baseou-se rigorosamente no ponto de desligamento (*turnoff*) das estrelas nos diagramas evolutivos. Este ponto é definido como a região do diagrama no qual a estrela esgota ou está na iminência de esgotar o hidrogênio em seu núcleo.

As trajetórias por nós utilizadas fornecem a razão por massa de abundância de hélio (Y) no núcleo em cada ponto (passo do programa) em que a estrela percorre a trajetória evolutiva. Quando a queima de H no núcleo cessa, espera-se que esta razão de abundância Y permaneça constante, e neste estágio, a estrela deve estar localizada no ponto de desligamento. Assim, quando a razão (Y) era constante, em relação à um passo anterior, por um valor menor ou igual a 10^{-4} , definíamos, então, o ponto de desligamento, que era fixado na trajetória. Em verdade, testamos outros valores de corte para a razão constante (10^{-2} e 10^{-3}), porém, o valor de 10^{-4} se mostrou o mais adequado, por fornecer com mais precisão o ponto em que a estrela atinge o ramo das gigantes. Para avaliar isto, comparamos o tempo de vida da queima de H no núcleo para cada valor de corte (10^{-2} , 10^{-3} e 10^{-4}) de uma estrela como o Sol, com os obtidos por Schaller et al. (1992) para o mesmo objeto, onde o valor de corte de 10^{-4} o que apresentou melhor acordo com estes autores.

Obtivemos um conjunto denso de trajetórias de massas, que variam de $0.6 M_{\odot}$ à $2 M_{\odot}$ (com passos de $0.05 M_{\odot}$), em um intervalo de metalicidades de $-0.85 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq 0.50$, com passos de (0.05 dex). Em cada uma destas trajetórias, calculamos o ponto de desligamento, e, em seguida, interpolamos uma curva a estes pontos que definiu a separação entre anãs e subgigantes. Como exemplo, apresentamos um diagrama com as trajetórias de massa calculadas para $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.00$. Como a densidade de objetos na amostra é muito grande para esta metalicidade, excluimos algumas estrelas para não sobrecarregar a figura. Todas as estrelas apresentadas no gráfico possuem metalicidade solar. A curva tracejada na fig 5.1 representa a divisão entre anãs e subgigantes, e a curva pontilhada representa a seqüência principal de idade zero (ZAMS, do inglês, *Zero Age Main Sequence*). Para as estrelas cujo elipsóide de erro se posicionou sobre a linha de separação, adotamos como critério de classificação a localização do centro do elipsóide de erro do objeto.

5.3 Determinação de Massas e Idades

Uma das vantagens de adotar os diagramas de Kim et al. (2002) e Yi et al. (2003) reside no fato de que estes autores dispõem um interpolador para o cálculo de trajetórias de massa. Isto nos permitiu alocar as estrelas nos diagramas correspondentes aos seus respectivos parâmetros ($[\text{Fe}/\text{H}]$, T_{eff} e luminosidade), evitando ao máximo grandes interpo-

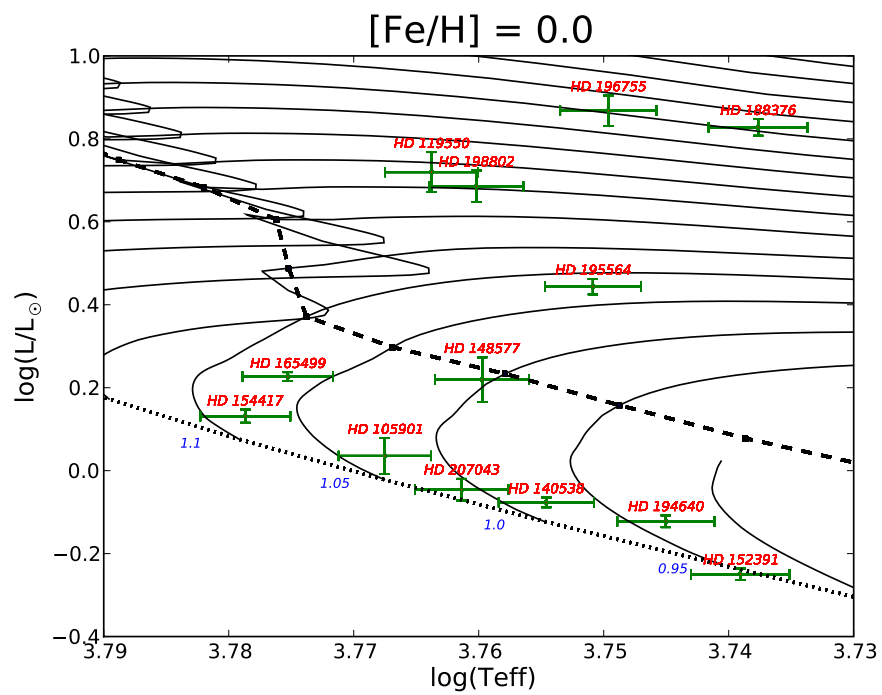


Figura 5.1: O gráfico apresenta as trajetórias de massa (linhas contínuas, legendadas em unidades de massa solar) para $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.00$ de algumas estrelas da amostra. A linha tracejada representa a divisão entre anãs (abaixo da linha) e subgigantes (acima da linha). A linha pontilhada representa a ZAMS.

lações. As trajetórias de Y^2 foram calculadas levando em consideração a superabundância de elementos alfa ($[\alpha/\text{Fe}]$). Esta consideração é importante dado que o enriquecimento de elementos alfa nas estrelas pobres em metais ocorre de maneira diferente em relação às estrelas de tipo solar. Desta forma, para estrelas com $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.50$ foram calculados diagramas com $[\alpha/\text{Fe}] = +0.30$ e para estrelas com $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.50$ os diagramas foram calculados com $[\alpha/\text{Fe}] = 0.00$. Fizemos isto com intuito de simplificar as relações de $[\alpha/\text{Fe}]$, já que estes são valores típicos encontrados por diversos autores (Edvardsson et al. 1993, McWilliam 1997)

Para minimizar os possíveis efeitos de escala nas idades fornecidas pelas trajetórias de Y^2 , adotamos uma escala de ponto zero fixada no Sol. Procedemos desta forma, pois o Sol é a única estrela cuja idade é determinada de modo fundamental e é igual a 4.49 Gano (Guenther 1989). Portanto, corrigimos todas as trajetórias para os valores de L/L_\odot e T_{eff} que localizavam o Sol na posição correta, sendo o valor das correções obtido da trajetória com metalicidade solar que continha os valores observados de T_{eff} e $\log(L/L_\odot)$ para uma idade de 4.49 Gano.

O processo de calcular um conjunto denso de trajetórias de massa com uma grade extensa de metalicidades facilita a localização da estrelas em um diagrama de valor correto de $[\text{Fe}/\text{H}]$ a menos de 0.025 dex, valor este bem abaixo dos erros reais de $[\text{Fe}/\text{H}]$, que estão na faixa de 0.05 a 0.10 dex. Deste modo, determinamos as massas comparando as posições das estrelas com as trajetórias nos diagramas HR, verificando qual trajetória ajusta simultaneamente suas luminosidades, temperaturas efetivas e metalicidades. Quando necessário, interpolamos os valores de massa entre duas trajetórias consecutivas.

Também calculamos um conjunto de isócronas, que variam de 1 Gano à 14 Gano (com passos de 1 Gano), novamente, para o mesmo intervalo de metalicidades usado para as massas. Para as idades o procedimento foi similar, mas agora comparando as posições das estrelas com as curvas isócronas em cada diagrama, novamente, fazendo interpolações entre as isócronas sempre que necessário.

O procedimento apresentado anteriormente é mais simples para o caso das massas já que as trajetórias são mais afastadas, ao contrário das isócronas. A única exceção ocorreu para as estrelas situadas abaixo da ZAMS, onde não foi possível determinar suas massas (fig. 5.2). Porém, quando o elipsóide de erro interceptava a ZAMS, extrapolávamos as barras de erro de luminosidade e de temperatura de forma a obter um segmento de reta sobre a ZAMS. O ponto médio deste segmento fornecia, então, a melhor massa para a estrela (fig. 5.3). Os erros de massas e idades não são simétricos e foram definidos através da média dos valores máximo e mínimo fornecidos pelo elipsóides de erro de T_{eff} e $\log(L/L_\odot)$.

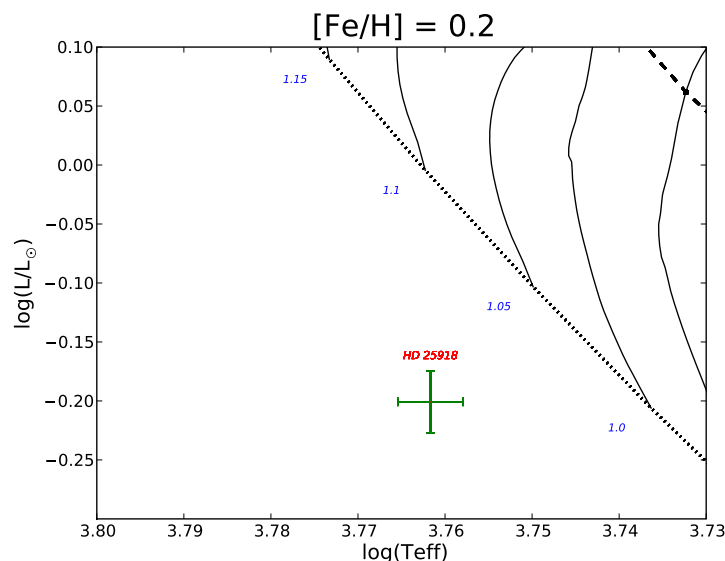


Figura 5.2: Diagrama HR da estrela HD 25918, localizada abaixo da ZAMS. Apenas o raio foi determinado para esta estrela, não sendo possível determinar massa ou idade. As trajetórias (linhas contínuas) estão legendadas em unidades de massa solar.

Com respeito às idades, alguns casos interessantes merecem a nossa atenção. Algumas estrelas apresentaram idades acima da idade do Universo ou localizaram-se fora da região compreendida pelo conjunto de isócronas, e portanto, não foi possível determinar idades para estas estrelas (fig. 5.4). Entretanto, para alguns objetos o elipsóide de erro se encontrava no limite da idade aceita para a idade do disco da Galáxia (Peloso et al. 2005), e para estes, determinamos idades compatíveis com a idade do disco (fig. 5.5).

Nas regiões de cruzamento de isócronas, como mostra a fig. 5.6, determinamos as idades realizando uma média entre a maior e a menor idade possível para a posição da estrela levando em conta o elipsóide de erros. O erro neste procedimento foi bem maior do que nos casos anteriores, devido às limitações deste método. Para a estrela HD 105590 não foi possível determinar a idade com um erro confiável, pois a paralaxe desta estrela possui grande incerteza, aumentando significativamente a incerteza na posição deste objeto no diagrama HR (ver fig. 5.7).

As incertezas determinadas usando o procedimento descrito anteriormente derivam diretamente dos erros nas paralaxes (erros em V são desprezíveis) e nos erros em T_{eff} , discutidos no capítulo 4. Entretanto, o posicionamento das estrelas no diagrama HR sofre forte influência da metalicidade, e este fato precisa ser avaliado separadamente.

Calculamos esses erros escolhendo três metalicidades representativas, dentro dos valores mais típicos da amostra ($[Fe/H] = -0.30; 0.00; 0.30$). Para cada uma delas, duas estrelas foram escolhidas; uma correspondendo a um objeto moderadamente evoluído ainda na SP e de idade solar, e outra, correspondendo a um objeto bastante evoluído no ramo das subgigantes com idades em torno de 7-8 Gano. Em seguida, estas estrelas foram

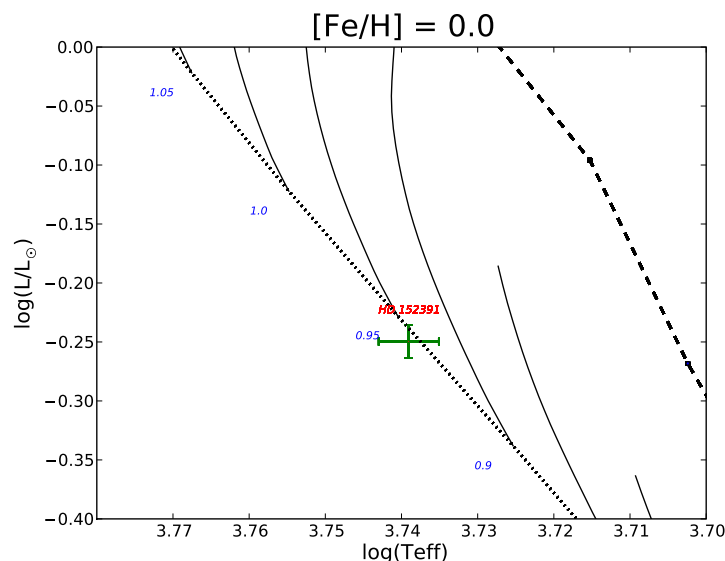


Figura 5.3: Trajetória evolutiva da estrela HD 152931. A massa foi obtida através do segmento médio que intercepta a ZAMS. As trajetórias (linhas contínuas) estão legendadas em unidades de massa solar.

plotadas com os mesmos valores de T_{eff} e $\log(L/L_{\odot})$ que os utilizados para determinar as suas idades adotadas, porém em diagramas de isócronas diferindo de +0.10 e +0.05 dex de suas respectivas metalicidades.

Para as estrelas anãs, os erros em idades (em Gano) implicados por erros em $[\text{Fe}/\text{H}]$ são substanciais, entre 20 e 40 %, aproximadamente, das idades por nós adotadas em Gano, quando consideramos $\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]} = 0.10$ dex. Estes valores se encontram na faixa de 8 a 25 %, se consideramos $\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]} = 0.05$ dex. No caso das subgigantes, os erros são consideravelmente menores, situando-se entre 3 e 7 %, para $\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]} = 0.10$ dex e 2 a 4 %, para $\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]} = 0.05$ dex.

Após esta análise, fica claro que os erros em idades causados tanto por T_{eff} e $\log(L/L_{\odot})$, quanto por $[\text{Fe}/\text{H}]$, são comparáveis. Eles são também substanciais para o caso das anãs, objetos estes que definem a relação atividade-idade. Este fato terá consequências importantes como veremos adiante.

5.3.1 Gravidades Superficiais e Raios Estelares

No capítulo anterior, mencionamos que as gravidades superficiais foram revisadas pela análise evolutiva. De fato, um valor independente de $\log g$ pode ser obtida para cada estrela a partir dos dados de massa inferidos na análise evolutiva, aliados aos valores de T_{eff} e $\log(L/L_{\odot})$. Sabemos que a gravidade superficial de um corpo de massa M e raio R é dada por:

$$g = \frac{GM}{R^2}, \quad (5.7)$$

onde $G = 6.673 \times 10^{-11} \text{ cm}^3 \text{ s}^{-2} \text{ g}^{-1}$ é a constante da gravitação universal. Da definição de temperatura efetiva, podemos dizer que a luminosidade da estrela em questão será dada pela seguinte relação:

$$L_{\star} = 4\pi R_{\star}^2 \sigma T_{\text{eff}}^4, \quad (5.8)$$

onde $\sigma = 5.67 \times 10^{-5} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ K}^{-4}$ é a constante de Stefan-Boltzmann. Combinando as equações anteriores, em relação ao Sol, podemos obter as gravidades superficiais evolutivas através da equação:

$$\log \left(\frac{g}{g_{\odot}} \right) = \log \left(\frac{M}{M_{\odot}} \right) + 4 \log \left(\frac{T_{\text{eff}}}{T_{\text{eff}_{\odot}}} \right) - \log \left(\frac{L}{L_{\odot}} \right), \quad (5.9)$$

onde os termos com \odot são referentes aos valores solares. Do mesmo modo, estimamos os raios (R) das estrelas através da definição de temperatura efetiva, por meio da equação:

$$\left(\frac{R_{\odot}}{R_{\star}} \right)^2 = \left(\frac{L_{\odot}}{L_{\star}} \right) \cdot \left(\frac{T_{\text{eff}_{\star}}}{T_{\text{eff}_{\odot}}} \right)^4, \quad (5.10)$$

onde os valores com \star são referentes às estrelas. Nosso interesse em derivar o raio, assim como as outras quantidades, foi de utilizar o maior número possível de parâmetros na análise da relação atividade-idade. Para tanto, faremos uso tanto de parâmetros constitutivos, que não variam, como massa e $[\text{Fe}/\text{H}]$; quanto evolutivos que variam, como $\log g$, raio, T_{eff} e $\log(L/L_{\odot})$.

O resultado desse esforço pode ser apreciado na tabela C.1 do anexo C, onde se encontram as determinações de massas para 245 estrelas, de idades para 190 estrelas, gravidades superficiais para 240 estrelas e raios para toda amostra (249 estrelas).

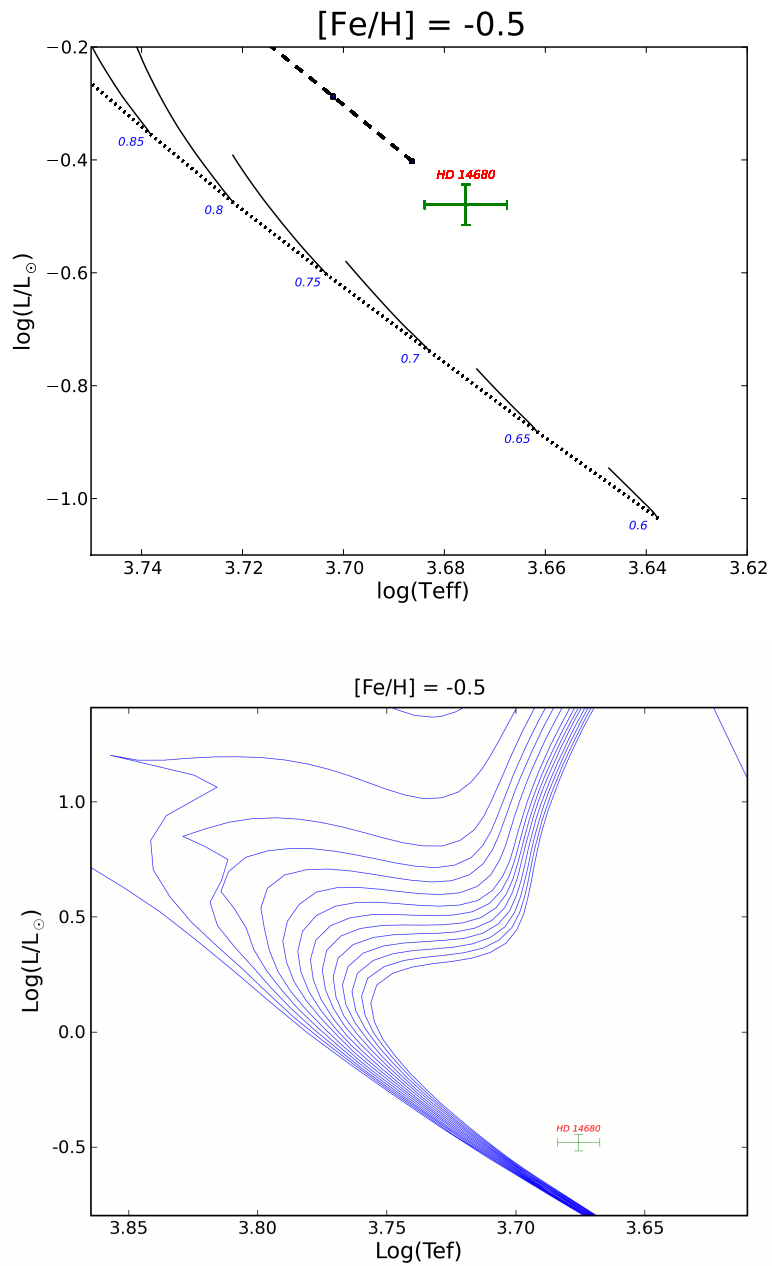


Figura 5.4: *Acima*: Diagrama de massas da estrela HD 14680. As trajetórias de massa (linhas contínuas) estão legendadas em unidades de massa solar. *Abaixo*: Diagrama de isócronas da estrela HD 14680. As curvas contínuas são mostradas entre 1 e 14 Gano. Estrela com idade incompatível com a idade do disco da Galáxia.

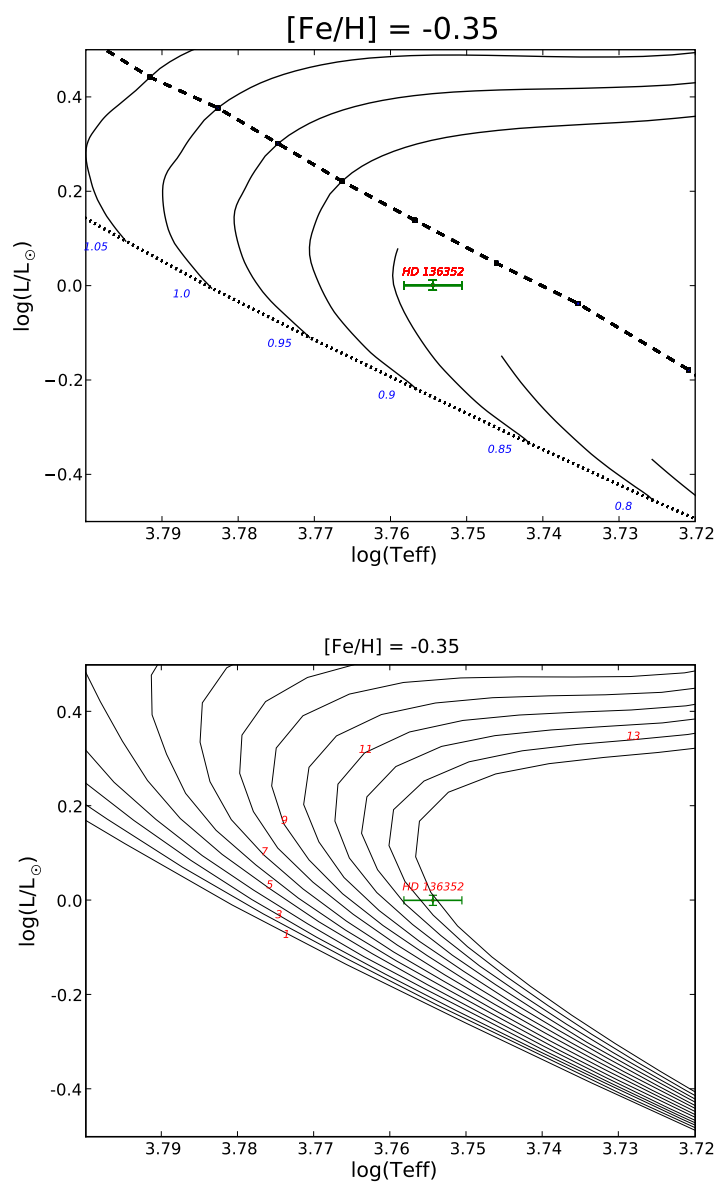


Figura 5.5: *Acima*: Exemplo de uma estrela com massa determinada pela interpolação de duas trajetórias. As trajetórias (linhas contínuas) estão legendadas em unidades de massa solar. *Abaixo*: Exemplo de uma estrela com idade marginalmente compatível com a do disco. As isocrónas mostradas variam entre 1 e 14 Gano, com passos de 1 Gano.

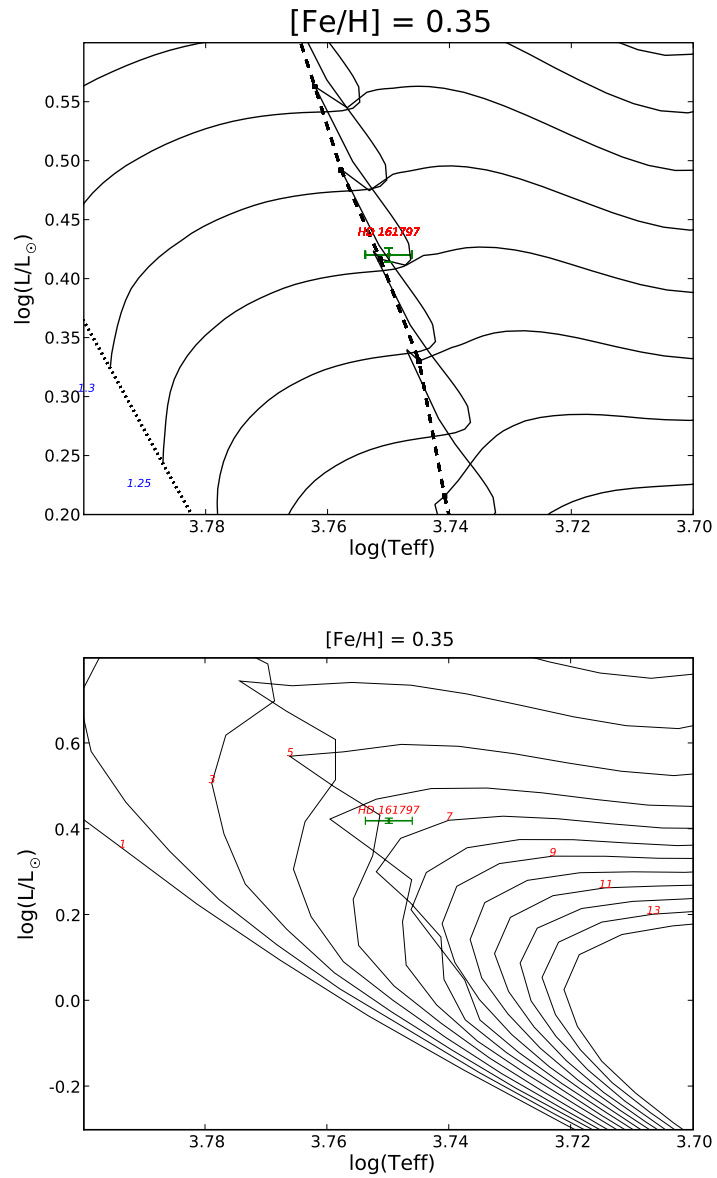


Figura 5.6: *Acima*: Trajetórias de massa para um estrela localizada em uma região de cruzamento. As trajetórias (linhas contínuas) estão legendadas em unidades de massa solar. *Abaixo*: Diagrama de isócronas para uma estrela localizada em uma região de cruzamento. As isócronas mostradas variam entre 1 e 14 Gano, com passos de 1 Gano.

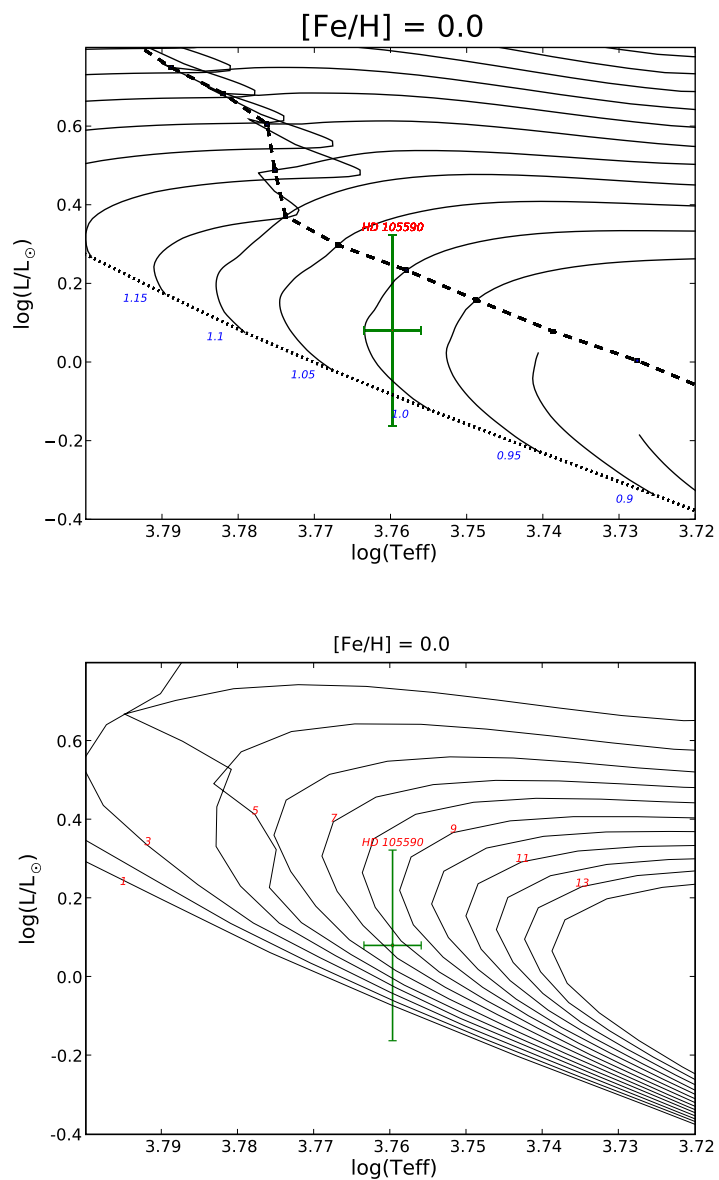


Figura 5.7: *Acima*: Diagrama de massas da estrela HD 105590. As trajetórias (linhas contínuas) estão legendadas em unidades de massa solar. As barras de erros são compatíveis com uma massa de $1.03 \pm 0.05 M_{\odot}$. *Abaixo*: Diagrama de isócronas para a mesma estrela. As isócronas mostradas variam entre 1 e 14 Gano, com passos de 1 Gano. Não foi possível determinar uma idade devido as grandes incertezas na paralaxe deste objeto.

Capítulo 6

Calibração Absoluta de Fluxo

Neste capítulo determinamos o fluxo absoluto referente à linha de $H\alpha$, levando em conta tanto as contribuições da fotosfera como da cromosfera. Para tanto, é preciso estabelecer um método para quantificar o fluxo absoluto na superfície da estrela e, posteriormente, subtrair a contribuição fotosférica correspondente a este fluxo. Todo este procedimento deve ser feito porque, na verdade, os observáveis do nosso problema são os fluxos aparentes, que não são capazes de mensurar as perdas radiativas reais que ocorrem nas cromosferas das estrelas.

Um formalismo normalmente empregado é o de Linsky et al. (1979), no qual podemos escrever o fluxo atmosférico em uma banda específica ($F(\Delta\lambda)$) como:

$$F(\Delta\lambda) = f(\Delta\lambda) \left(\frac{D}{R} \right)^2 = f(\Delta\lambda) (4.125 \times 10^8 / \phi)^2, \quad (6.1)$$

onde $f(\Delta\lambda)$ é o fluxo observado na Terra na mesma banda, R é o raio da estrela, D sua distância à Terra e ϕ é o diâmetro angular da estrela em mass^1 . De acordo com a relação de Barnes-Evans (Barnes-Evans 1976), podemos correlacionar o diâmetro angular da estrela com a magnitude visual M_V e o índice de cor. Logo, podemos obter uma calibração absoluta de fluxo a partir da escolha de uma banda fotométrica.

A escolha da banda depende da cobertura espectral em que se pretende trabalhar. Herbig (1985), trabalhando com espectros de alta cobertura, utilizou a banda V de Johnson como referência para a sua calibração. Porém, a grande maioria dos trabalhos associados a região de $H\alpha$, fizeram uso de espectros de baixa cobertura, optando assim, por uma fotometria absoluta de banda estreita ou intermediária. Entre estes, podemos destacar Pasquini & Pallavicini (1991) e Lyra & Porto de Mello (2005), que empregaram a banda $\lambda\lambda 6550 - 6600 \text{ \AA}$ de Willstrop (Willstrop 1965).

Uma das vantagens de adotar uma calibração baseada na fotometria de banda reside no fato de que os índices de cor são observáveis diretos das estrelas e, estes por sua vez,

¹1 $\text{mass} = 1$ milissegundo de arco.

reproduzem um comportamento real destes objetos. Porém, este tipo de calibração não leva em conta em detalhes as variações nos parâmetros atmosféricos, como metalicidade e temperatura. Deste modo, estrelas com diferentes tipos de metalicidades e temperaturas podem possuir o mesmo índice de cor.

Na tentativa de diminuir esta degenerescência, Lyra & Porto de Mello (2005) utilizaram uma calibração de fluxo, baseada na calibração fotométrica de temperatura de Porto de Mello (1996) em função do índice de cor $V - R$. Este índice é apresentado pelo autor como insensível a variações na metalicidade dentro do intervalo de $-1 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0.30$. Todavia, este procedimento não reduz as limitações deste método com relação ao comportamento detalhado dos parâmetros atmosféricos associados, e está ainda limitado por uma faixa de confiança de metalicidade, já que a insensibilidade à este parâmetro somente é válida em um determinado intervalo de metalicidade.

6.1 A Calibração Teórica de Fluxo

Neste trabalho, apresentamos uma nova calibração de fluxo absoluto baseada em modelos atmosféricos teóricos. Esta nova calibração considera explicitamente as variações do fluxo com respeito aos parâmetros atmosféricos, ou seja, T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$, e por isso, não depende de fotometria ou espectrofotometria. Sua única dependência está relacionada com a boa representação dos modelos teóricos. De fato, tal sujeição aos modelos não reflete grandes consequências para nossa análise, pois apenas erros de escala influenciam nosso método. De outra forma, apenas se os modelos representassem de forma significativamente diferentes duas estrelas com parâmetros atmosféricos semelhantes é que estes implicariam em grandes incertezas na representação teórica dos fluxos, o que não se aplica ao nosso caso, pois adotamos uma densa rede de modelos entre os mais sofisticados da literatura. Adicionalmente, o ponto-zero da escala não é relevante para nossa análise pois este será fixado observacionalmente pelas estrelas com as mais baixas faixas de atividade, como veremos a seguir.

Os modelos teóricos de atmosferas por nós utilizados são os de NMARCS (Gustafsson et al. 2008). Estes foram calculados para um conjunto de atmosferas plano-paralelas, homogêneas, unidimensionais e em ETL. Esta grade constitui um dos mais modernos modelos ETL teóricos para estrelas *late-type*, e foram calculados para uma extensa faixa de temperaturas ($4800 \text{ K} \leq T_{\text{eff}} \leq 6400 \text{ K}$), de gravidades superficiais ($+3.4 \leq \log g \leq +4.6$, com diferentes massas e raios) e metalicidades ($-1 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0.4$). A figura 6.1 apresenta três espectros teóricos representativos das faixa de temperatura por nós estudados.

Os espectros teóricos de NMARCS reproduzem bem as transições atômicas provenientes da fotosfera, mas não transições como a de $\text{H}\alpha$ porque esta é formada em regiões mais além das que são consideradas no modelo (capítulo 2). Tais espectros foram calculados e gentilmente cedidos pelo Dr. Ignasi Ribas do *Institut de Ciències de L'Espai*, (CSIC-

IIEEC), Bellaterra, Espanha. A resolução espectral aplicada no cálculo é comparável com a resolução mais baixa dos nossos espectros de $H\alpha$ e é da ordem de $R = 20.000$.

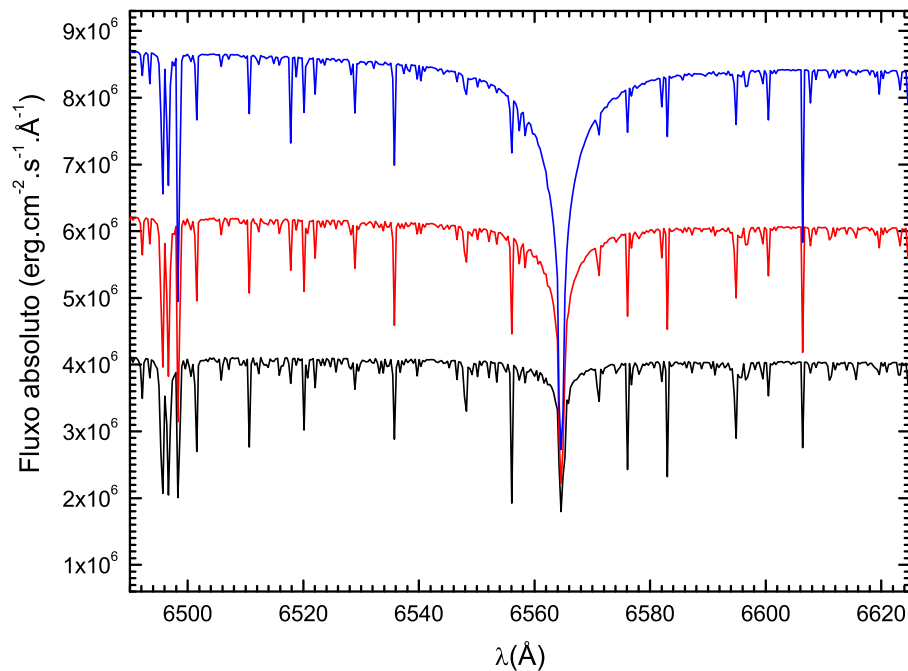


Figura 6.1: Exemplo de três modelos teóricos calculados a partir dos modelos de atmosferas de NMACS. Os espectros estão dispostos do mais quente para o mais frio (de cima para baixo) de 6000 K, 5500 K e 5000K. Os modelos reproduzem bem as linhas fotosféricas, mas não o centro do perfil de $H\alpha$.

Avaliar o fluxo absoluto de uma estrela em uma determinada região exige uma calibração com relação à alguma região de referência. Com o auxílio do Atlas Solar e do Catálogo Solar, selecionamos três regiões de referência nos espectros observados que se apresentaram relativamente distantes do centro de $H\alpha$ e com pouca influência de linhas fotosféricas e telúricas. O objetivo desta etapa foi escolher regiões que melhor pudessem representar o fluxo atmosférico em uma dada largura de banda $\Delta\lambda$. Definimos, então, três regiões a saber, (a) Região 6500 - entre 6504.95 e 6507.55 Å, (b) Região 6600 - entre 6599.96 e 6604.25 Å, (c) Região 6614 - entre 6614.49 e 6616.15 Å. As figuras 6.2 à 6.4 mostram as regiões de referência assinaladas em um espectro de reflexão da Lua, representando o espectro do Sol. A região 6500 possui pouca influência de linhas fotosféricas, mesmo para as estrelas mais frias e ricas da amostra, por outro lado possui alguma influência de linhas telúricas fracas ($\leq 4 \text{ m}\text{\AA}$). A região 6600 sofre menor influência de linhas telúricas e fotosféricas que a região 6500, já a região 6614 é livre de linhas telúricas, mas é a região de menor largura de banda (1.66 Å).

De posse destas informações, podemos escrever uma calibração de fluxo absoluto (cro-

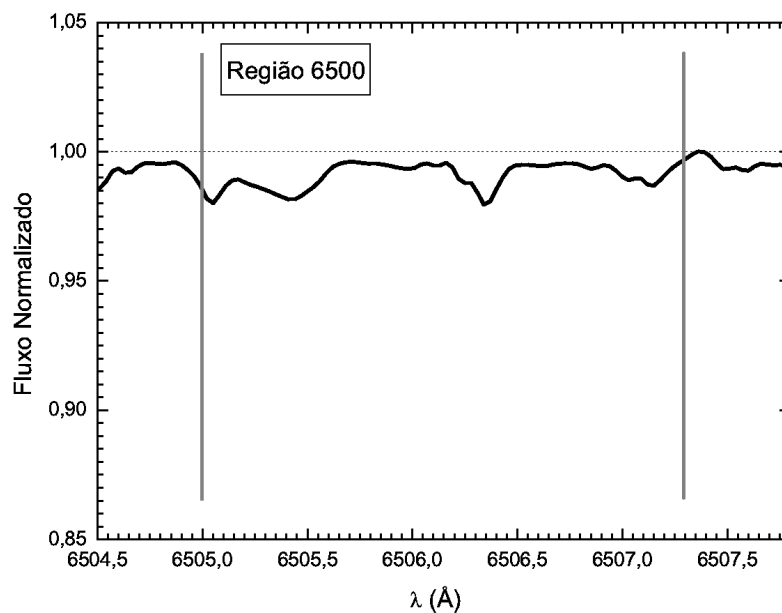


Figura 6.2: Região 6500 - Região de referência para o cálculo do fluxo absoluto. Esta região sofre alguma influência de linhas fotosféricas e telúricas, e possui uma largura de banda de 2,6 Å. Observe que a escala está bastante ampliada.

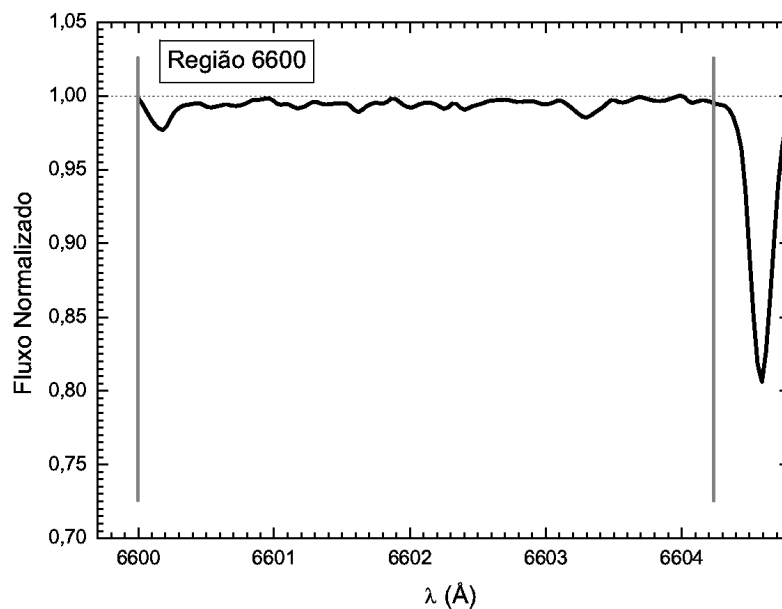


Figura 6.3: Região 6600 - Região de referência para o cálculo do fluxo absoluto. Esta região sofre pouca influência de linhas fotosféricas e está localizada entre transições telúricas fracas. Possui a maior largura de banda entre as três regiões, de 4,29 Å.

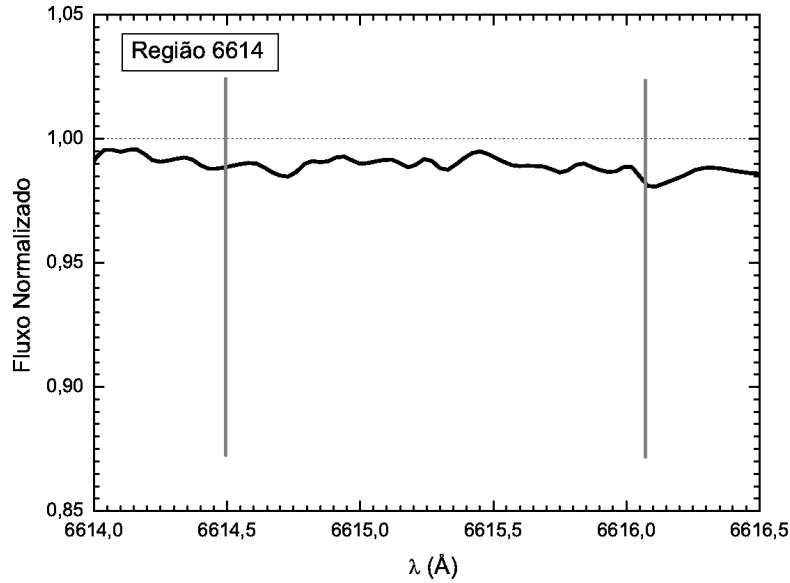


Figura 6.4: Região 6614 - Região de referência para o cálculo do fluxo absoluto. Esta região é livre da presença de linhas telúricas mas possui a menor largura de banda entre as regiões (1.66 Å).

mosférico + fotosférico) que obedeça uma equação de tipo:

$$F_{H\alpha}^{abs} = \frac{f_{H\alpha}}{f_{ref}} \times \langle F_{ref} \rangle \times \Delta\lambda, \quad (6.2)$$

onde $F_{H\alpha}^{abs}$ é o fluxo absoluto na região de $H\alpha$, $\langle F_{ref} \rangle$ é o fluxo absoluto teórico na região de referência, $f_{H\alpha}$ e f_{ref} são os fluxos medidos dos espectros, na região de $H\alpha$ e na região de referência, respectivamente. Estes fluxos são integrados por quadratura numérica, dentro dos limites especificados, nos espectros observados. O fluxo absoluto apresentado na equação 6.2 é expresso em $ergs\ cm^{-2}\ s^{-1}$. Portanto, nosso procedimento consiste na comparação da razão de fluxos obtida nos espectros de nossa amostra, calibrando essa razão em valores absolutos com respeito a uma quantidade diretamente associada aos modelos teóricos (F_{ref}), ver figuras de 6.5 e 6.6.

6.1.1 Análise Estatística: Determinação do Fluxo Absoluto Teórico

Nosso problema agora resume-se em encontrar um meio de descrever quantitativamente F_{ref} , e para isso empregamos alguns testes estatísticos que serão descritos nesta seção. O modelo de regressão é um dos métodos estatísticos mais usados para investigar a relação entre duas ou mais variáveis. Assim, iremos buscar uma regressão que forneça, a partir dos modelos teóricos, uma relação entre os parâmetros atmosféricos e o fluxo em cada uma das regiões de referência. Espera-se que o valor médio do resíduo desta regressão não supere

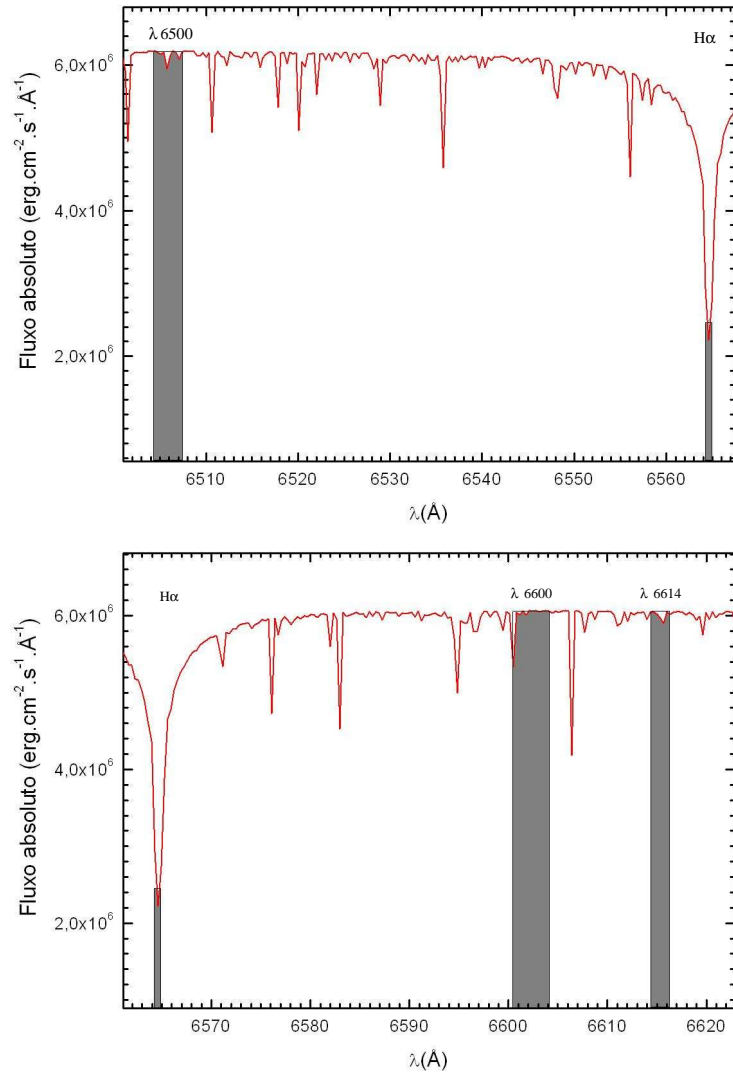


Figura 6.5: *Em cima*: Comparação entre o fluxo na região de referência 6500 e o fluxo de H α . *Em baixo*: O mesmo de cima para as regiões de referência 6600 e 6614. A largura da região onde o fluxo de H α é medido é descrita na seção 6.2

as incertezas associadas aos parâmetros atmosféricos, que não podem ser eliminadas. Em outras palavras, as incertezas associadas à regressão (resíduos) devem ser menores que os possíveis erros cometidos na determinação dos parâmetros atmosféricos das estrelas.

No intuito de simplificar o problema, realizamos uma regressão multilinear tendo o fluxo como variável dependente e os parâmetros atmosféricos como variáveis independentes. A partir desta, encontramos que 99% da variação total dos dados regredidos podem ser explicados por uma relação linear entre o fluxo e as demais variáveis (T_{eff} , $\log g$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$). A tabela 6.1 apresenta os resultados desta regressão. Através do parâmetro t , que é razão do coeficiente pelo seu erro, podemos avaliar quais variáveis são importantes na regressão. Uma variável é considerada significativa, dentro de um critério 2σ , se este valor é maior que 2. Podemos notar que o parâmetro $\log g$ não se mostra relevante para a caracterização do fluxo cromosférico por este método. O resíduo médio encontrado para cada região variou de 1.97×10^5 a 2.18×10^5 ($\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$).

	Parâmetro	Coeficiente	Erro	t	Prob > $ t $
Região 6500	Y-intercept	-1.9E7	1.4E5	-132.1	<0.0001
	T_{eff}	4.6E3	18.8	244.6	<0.0001
	$\log g$	1.3E4	2.4E4	0.52	0.6003
	$[\text{Fe}/\text{H}]$	6.1E5	2.1E4	28.7	<0.0001
Região 6600	Y-intercept	-1.9E7	1.4E5	-132.1	<0.0001
	T_{eff}	4.4E3	16.9	259.9	<0.0001
	$\log g$	8.7E3	2.2E4	0.399	0.69
	$[\text{Fe}/\text{H}]$	6.2E5	1.91E4	32.2	<0.0001
Região 6614	Y-intercept	-1.8E7	1.3E5	-138.4	<0.0001
	T_{eff}	4.4E3	17.1	258.3	<0.0001
	$\log g$	1.2E4	2.4E4	0.55	0.58
	$[\text{Fe}/\text{H}]$	6.1E5	1.9E4	31.6	<0.0001

Tabela 6.1: Valores da regressão multilinear do fluxo atmosférico para as três regiões de referência. As colunas mostram os parâmetros relacionados, os coeficientes e seus respectivos erros, a variável t , que é a razão do coeficiente pelo seu erro, e a probabilidade do parâmetro não ser significativo (Prob > $|t|$).

A fim de avaliar a qualidade desta regressão, estimamos as incertezas relativas do fluxo absoluto levando em consideração as incertezas obtidas para os parâmetros atmosféricos. Do capítulo 4, vimos que as incertezas associadas às temperaturas efetivas estão em torno de 50 K, porém a metalicidade e a gravidade superficial não tiveram suas incertezas estimadas por terem sido recolhidas da literatura. Adotamos os valores de 0.05 dex para a metalicidade e de 0.10 dex para a gravidade superficial, com a justificativa destes representarem valores típicos de incertezas encontradas em análise de boa qualidade. Por fim, estimamos a incerteza média no fluxo atmosférico variando cada um dos parâmetros para mais ou menos 1σ , mantendo os demais parâmetros fixos. A tabela 6.2 mostra as incertezas relativas ao fluxo absoluto teórico em relação às incertezas nos parâmetros atmosféricos em um cálculo para o Sol.

Em todas as regiões, encontramos que as incertezas no fluxo relativas a temperatura são comparáveis com o resíduo médio encontrado para a regressão. Isto naturalmente

	$\Delta F_{H\alpha}^{abs}$ (erg cm ⁻² s ⁻¹)		
Parâmetro + 1 σ	Região 6500	Região 6600	Região 6614
T _{eff} + 50 K	2.3E5	2.2E5	2.2E5
log g + 0.10 dex	1.28E3	8.7E2	1.21E3
[Fe/H] + 0.10 dex	6.1E4	6.2E4	6.1E4

Tabela 6.2: Incertezas no fluxo atmosférico teórico devido às incertezas dos parâmetros atmosféricos para a regressão multilinear.

denota que a regressão multilinear não representa com suficiente precisão o comportamento do fluxo cromosférico, sendo necessário então, fornecer mais graus de liberdade a regressão.

Optamos então por um modelo de regressão polinomial. Foram testados vários tipos de polinômios, sendo o melhor resultado encontrado para representar o fluxo teórico um polinômio de grau 2 com termos cruzados. A forma geral do polinômio é dada pela equação:

$$\begin{aligned}
F_{ref} = & A + B \cdot T_{\text{eff}} + C \cdot \log g + D \cdot [\text{Fe}/\text{H}] \\
& + E \cdot T_{\text{eff}}^2 + F \cdot \log g^2 + G \cdot [\text{Fe}/\text{H}]^2 \\
& + H \cdot T_{\text{eff}} \cdot \log g + I \cdot \log g \cdot [\text{Fe}/\text{H}] + J \cdot [\text{Fe}/\text{H}] \cdot T_{\text{eff}}.
\end{aligned} \tag{6.3}$$

Na equação anterior, os coeficientes estão representados pelas letras de A a J, e os parâmetros atmosféricos pelas suas respectivas abreviações. Novamente realizamos três regressões referentes a cada uma das três regiões de referência. Os valores encontrados são mostrados na tabela 6.3.

Da regressão anterior vemos, novamente, que a gravidade superficial é o fator mais irrelevante da regressão, ou seja, a maioria dos coeficientes que envolvem esta quantidade possuem valor t menor que 2. A temperatura efetiva se apresentou como o valor de maior peso estatístico na regressão, e isto também pode ser observado analisando a matriz de correlação dos dados. A correlação é muito mais significativa entre a temperatura e o fluxo (98%), do que entre a metalicidade e o fluxo (10%).

Efetuamos o mesmo tipo de regressão, mas, agora, sem considerar os coeficientes de menor relevância para a regressão, porém o resultado não foi satisfatório porque o resíduo da regressão aumentou consideravelmente. Tal fato pode ser justificado pelos modelos teóricos utilizados na regressão. Para um mesmo valor de temperatura efetiva e metalicidade podemos ter diferentes valores de log g dentro da grade de modelos teóricos por nós utilizados. Desta forma, remover os termos que contém a variável da gravidade superficial introduz uma degenerescência nos modelos teóricos. Assim, uma regressão que exclua as variáveis de menor significância não consegue descrever de maneira eficiente o

	Parâmetro	Coefficiente	Erro	t	Prob> t
Região 6500	Y-intercept	3.01E6	1.98E5	152.6	<0.0001
	T _{eff}	-3.46E3	49.4	-70	<0.0001
	log g	-4.22E4	6.1E4	-0.69	0.491
	[Fe/H]	-2.19E6	3.12E4	-70.4	<0.0001
	T _{eff} ²	0.753	0.41E-2	184.8	<0.0001
	log g ²	4.5E4	6.88E3	6.54	<0.0001
	[Fe/H] ²	1.6E5	5.2E3	30.8	<0.0001
	T _{eff} ·log g	-54	4.63	-11.7	<0.0001
	log g·[Fe/H]	9.6E3	5.22E3	1.84	0.068
	T _{eff} ·[Fe/H]	510.6	4.04	126.4	<0.0001
Região 6600	Y-intercept	2.2E6	1.67E5	13.1	<0.0001
	T _{eff}	-2.95E3	41.6	-70.9	<0.0001
	log g	-8.72E4	5.14E4	-1.69	0.093
	[Fe/H]	-1.74E6	2.63E4	-66.4	<0.0001
	T _{eff} ²	0.685	0.34E-2	199.5	<0.0001
	log g ²	4.36E4	5.80E3	7.52	<0.0001
	[Fe/H] ²	1.87E5	4.38E3	42.6	<0.0001
	T _{eff} ·log g	-45.3	3.90	-11.6	<0.0001
	log g·[Fe/H]	-4.15E2	4.4E3	-0.094	0.925
	T _{eff} ·[Fe/H]	4.41E2	3.40	129.6	<0.0001
Região 6614	Y-intercept	2.75E6	1.67E5	16.5	<0.0001
	T _{eff}	-3.13E3	41.7	-75.1	<0.0001
	log g	-1.3E5	5.15E4	-2.52	0.013
	[Fe/H]	-1.74E6	2.63E4	-66.3	<0.0001
	T _{eff} ²	0.698	0.34E-2	202.9	<0.0001
	log g ²	4.3E4	5.8E3	7.4	<0.0001
	[Fe/H] ²	1.78E5	4.39E3	40.5	<0.0001
	T _{eff} ·log g	-35.9	3.9	-9.19	<0.0001
	log g·[Fe/H]	4.59E3	4.4E3	1.04	0.299
	T _{eff} ·[Fe/H]	4.35E2	3.41	127.8	<0.0001

Tabela 6.3: Valores da regressão multipolinomial do fluxo atmosférico para as três regiões de referência. As colunas mostram os parâmetros relacionados, os coeficientes e seus respectivos erros, a variável t , que é a razão do coeficiente pelo seu erro, e a probabilidade do parâmetro não ser significativo ($\text{Prob}>|t|$).

comportamento dos dados.

O resíduo médio encontrado para cada uma das regiões de referência foi de 1.79×10^4 ($\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$) para as regiões de 6600 e 6614, e de 2.13×10^4 ($\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$) para a região de 6500. As incertezas dos fluxos referentes aos erros cometidos nos parâmetros atmosféricos foram estimadas e são pelo menos uma ordem de grandeza maior do que o resíduo médio da regressão (ver tabela 6.4), com excessão da gravidade superficial, que é da mesma ordem de grandeza, o que não representa um problema já que estatisticamente este parâmetro é pouco relevante. Isto demonstra que, matematicamente, as fontes de erro dominantes no cálculo do fluxo são relacionadas com as incertezas nos parâmetros atmosféricos, sendo dominadas pela temperatura efetiva, e não por eventuais deficiências da regressão.

Parâmetro + 1σ	$\Delta F_{H\alpha}^{abs}$ ($\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$)		
	Região 6500	Região 6600	Região 6614
$T_{\text{eff}} + 50 \text{ K}$	2.5E5	2.4E5	2.4E5
$\log g + 0.10 \text{ dex}$	4.6E3	3.4E3	4.0E3
$[\text{Fe}/\text{H}] + 0.10 \text{ dex}$	8.15E4	8.2E4	8.1E4

Tabela 6.4: Incertezas no fluxo atmosférico teórico devido às incertezas dos parâmetros atmosféricos para a regressão multipolinomial.

Com o objetivo de avaliar melhor a qualidade de nossa regressão, realizamos alguns outros testes para garantir que as possíveis fontes de erros associadas ao fluxo não fossem devidas aos artifícios matemáticos para obtê-los. Testamos, então, o comportamento do resíduo contra cada um dos parâmetros atmosféricos com o intuito de investigar se em algum valor específico, o resíduo superava a incerteza dominante no fluxo absoluto teórico, referente à temperatura efetiva. Realizamos este teste para cada uma das três regiões de referência. O resultado para a região de 6500 é mostrado nas figuras de 6.6 a 6.8. A linha contínua em cada um destes gráficos representa o valor médio do resíduo, e foi ilustrada apenas para comparação. Note que o resíduo não atinge valores maiores que $9 \times 10^4 (\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1})$, valor este abaixo do erro dominante no fluxo devido à variável de maior peso estatístico, a temperatura efetiva ($2 \times 10^5 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$).

O comportamento apresentado nas figuras 6.6 a 6.8 foi muito similar para as outras duas regiões de referência, mas para efeito de visualização, apresentamos alguns histogramas dos resíduos obtidos com a regressão multipolinomial para cada uma das três regiões de referência (figs. 6.9 a 6.11).

Finalmente, após a realização destes testes, adotamos a regressão multipolinomial, de segundo grau com termos cruzados, como mais apropriada para descrever o fluxo absoluto teórico.

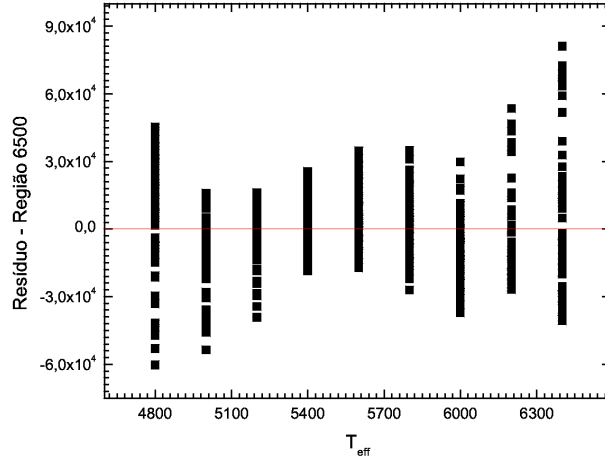


Figura 6.6: Comportamento do resíduo do fluxo absoluto na região 6500 contra a temperatura efetiva.

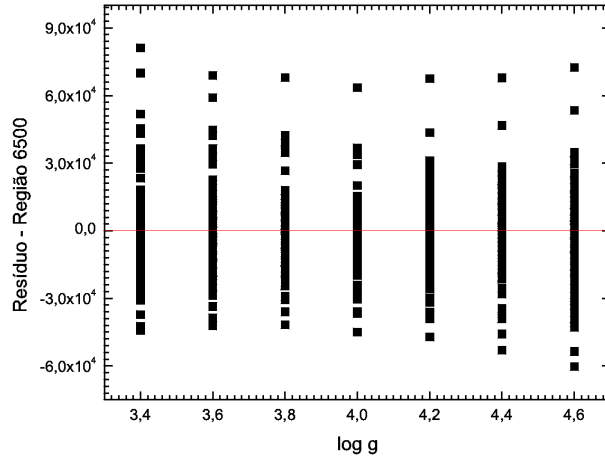


Figura 6.7: Comportamento do resíduo do fluxo absoluto na região 6500 contra a gravidade superficial.

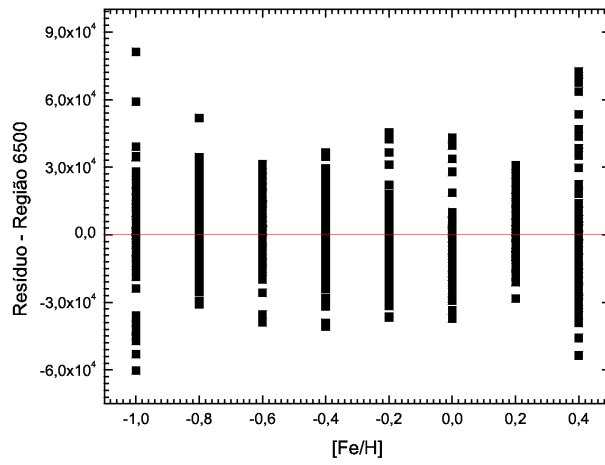


Figura 6.8: Comportamento do resíduo do fluxo absoluto na região 6500 contra a metalicidade.

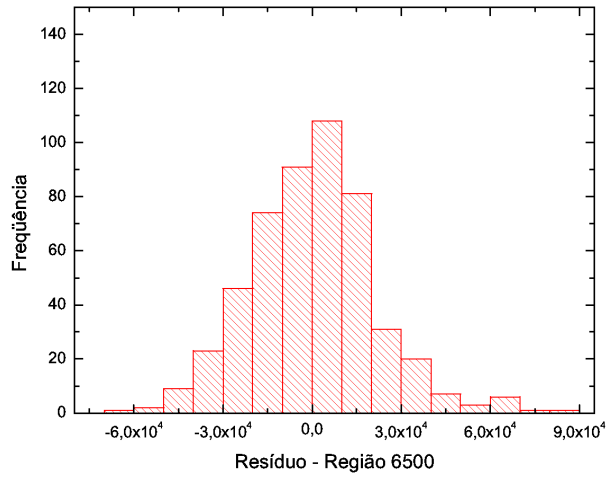


Figura 6.9: Histograma dos resíduos da regressão multipolinomial para a região de 6500.

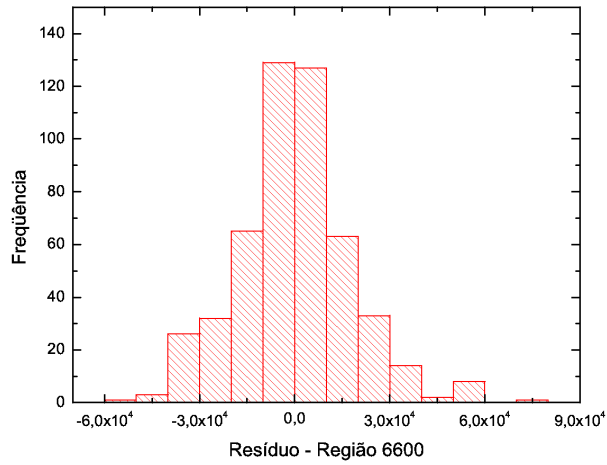


Figura 6.10: Histograma dos resíduos da regressão multipolinomial para a região de 6600.

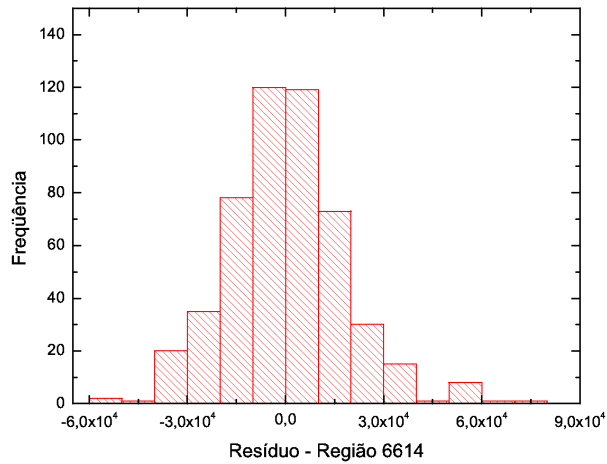


Figura 6.11: Histograma dos resíduos da regressão multipolinomial para a região de 6614.

6.2 Calibração Absoluta de Fluxo

De posse da nova calibração, medimos os fluxos atmosféricos em cada um dos espectros observados. Este procedimento foi feito com o auxílio da tarefa *bplot* do IRAF, fornecendo para a tarefa o comprimento de onda inicial, o central e o final de cada região a ser contabilizada.

Infelizmente, no caso de nossas estrelas, não é imediatamente óbvio determinar a região de contribuição cromosférica do perfil de $H\alpha$. O contraste entre a cromosfera e a fotosfera apresentado nesta região é muito menor que no caso das linhas H e K do Ca II, por exemplo, onde as contribuições da cromosfera se definem pelas distâncias entre os mínimos K_1 e H_1 . Pasquini & Pallavicini (1991) e Lyra & Porto de Mello (2005) adotaram diferentes critérios de avaliação da contribuição cromosférica de $H\alpha$ em estrelas *late-type*. Ambos, entretanto, encontraram que o intervalo que engloba o perfil de emissão cromosférica desta estrelas é de $\sim 1.7 \text{ \AA}$, valor este que adotamos para o nosso trabalho.

De posse das medidas dos fluxos nos espectros observados e da calibração teórica de fluxo absoluto, obtivemos os fluxos absolutos de $H\alpha$ através da equação 6.2, para cada uma das três regiões de referência. Em teoria, os espectros observados estão normalizados mas os seus correspondentes teóricos (modelos) não. Na prática, deveríamos aplicar uma correção em nossa calibração que eliminasse o problema da inclinação do contínuo dos espectros teóricos. Para tanto, consideramos apenas a curva de inclinação dos espectros (sem as estruturas espectrais) e obtivemos a razão entre o fluxo na região de referência do modelo e o fluxo que seria dado na posição da linha $H\alpha$ se a transição não existisse, ou seja, o fluxo do contínuo na região de $H\alpha$. Essa razão define uma correção para compensar a inclinação do espectro de fluxo teórico. Em seguida, aplicamos uma regressão multipolinomial que descrevesse a variação desta correção com relação aos parâmetros atmosféricos. Todavia, a aplicação da correção aumentou a discrepância entre os fluxos absolutos nas três regiões. Possivelmente, sendo as correções muito pequenas, nossa ferramenta numérica pode estar com dificuldades de representá-la. Por outro lado, os modelos teóricos podem falhar em reproduzir as linhas fotosféricas (principalmente as pouco intensas), o que geraria erros sistemáticos. Por exemplo, subestimar linhas fotosféricas em $\lambda 6500$ provocará um aumento no fluxo absoluto desta região com relação às demais regiões. Além disso, os espectros observados são suficientemente afetados por linhas telúricas, o que também pode contribuir para um possível aumento do fluxo absoluto em uma região com relação às demais. Dados os propósitos deste trabalho, a exploração dessas possibilidades será realizada no futuro.

As maiores diferenças foram encontradas entre o fluxo absoluto obtido pela região de 6500 e os fluxos absolutos obtidos pelas regiões de 6614 e 6600, respectivamente. Tais discrepâncias são da ordem de $2 \times 10^5 \text{ (erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}\text{)}$, e são comparáveis com as incertezas no fluxo absoluto associadas à temperatura efetiva. Porém as diferenças de fluxo

obtido entre as regiões de 6600 e 6614 não foram muito significativas (da ordem de $\sim 10^4$ erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$). Todavia, como realizamos a média dos fluxos em cada região e este valor foi adotado como fluxo absoluto total de H α para cada estrela, a incerteza **em torno da média** não supera os erros associados diretamente à temperatura efetiva. Para certificar isto, calculamos o desvio padrão em torno desta média para cada objeto e avaliamos seu comportamento contra o fluxo absoluto de H α e contra os parâmetros atmosféricos (figs 6.12 e 6.13). Percebemos, novamente, que a maior influência na determinação do fluxo é devida à temperatura efetiva e que as incertezas na determinação do fluxo crescem com o aumento deste parâmetro. Não foi encontrada nenhuma dependência entre o $\sigma(F_{med}^{abs})$ contra a gravidade superficial e a metalicidade. Este resultado era esperado pela relevância estatística destas variáveis sugeridas pela regressão.

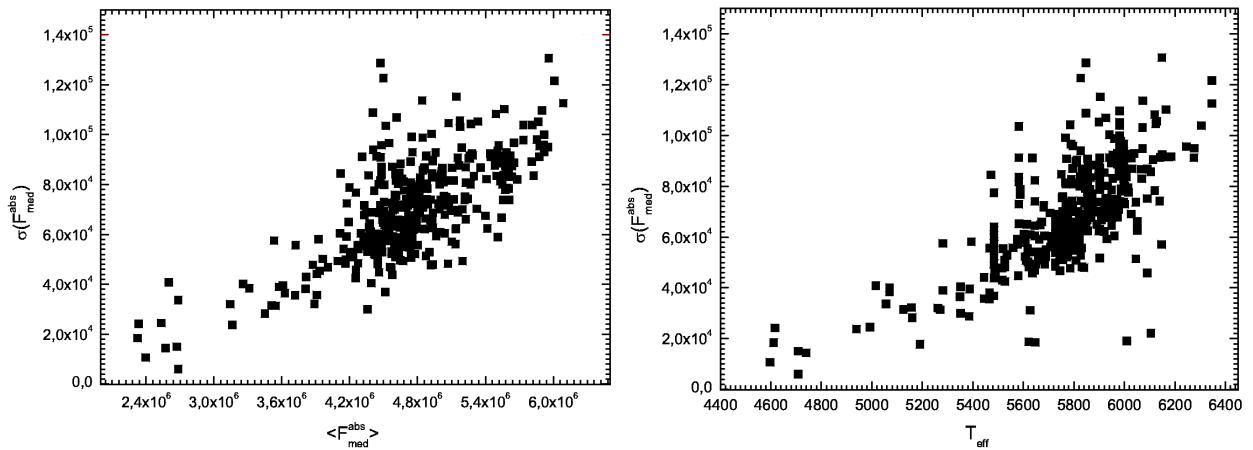


Figura 6.12: *Esquerda*: Desvio do fluxo absoluto médio versus o fluxo absoluto. *Direita*: Desvio do fluxo absoluto médio versus a temperatura efetiva.

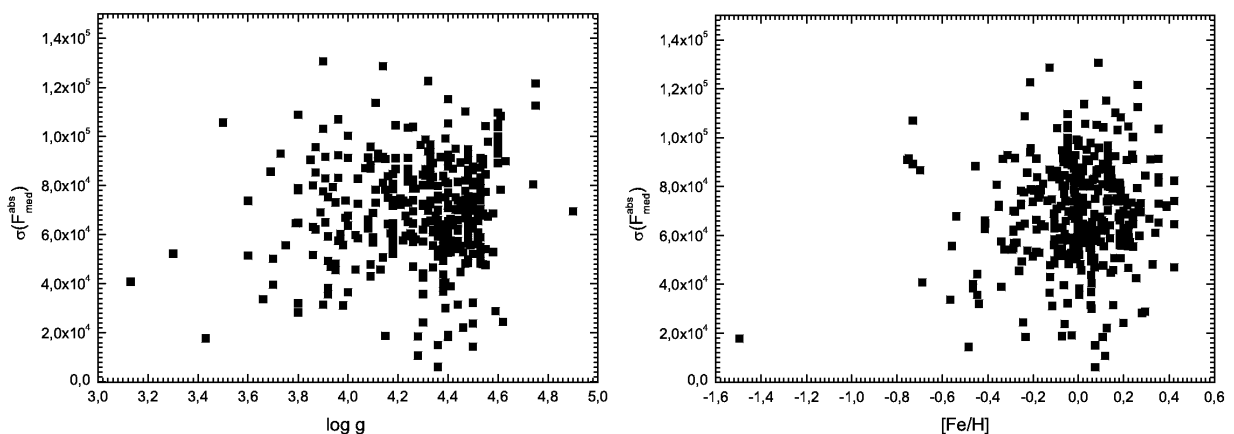


Figura 6.13: *Esquerda*: Desvio do fluxo absoluto médio versus a gravidade superficial. *Direita*: Desvio do fluxo absoluto médio versus a metalicidade.

Para uma substancial fração de estrelas de nossa amostra, possuíamos mais de um espectro, em alguns casos, obtidos em épocas diferentes. Optamos por tratar cada espectro isoladamente, como o objetivo de posteriormente, avaliar as incertezas relativas às medidas

de fluxo nas regiões de interesse ($H\alpha$ + região de referência). Em seguida, realizamos a média dos fluxos absolutos obtidos por cada espectro de uma mesma estrela. A dispersão média encontrada foi da ordem de $10^4 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ e todos os valores se mostraram compatíveis dentro de uma dispersão de até 3σ . Este resultado reforça a idéia de que a temperatura efetiva é a fonte dominante de erro na caracterização do fluxo absoluto, sendo o erro na medida dos fluxos observados de menor importância. Entretanto, para evitar grandes discrepâncias de fluxos devido a modulações nos ciclos de atividades ou estrelas em mínimo de Maunder, eliminamos os espectros que forneciam valores de fluxo absoluto fora de 2σ de desvio em torno da média.

Finalmente, obtivemos os fluxos absolutos totais de $H\alpha$ (cromosféricos + fotosféricos) para todas as estrelas da amostra. A figura 6.12 mostra o fluxo absoluto em $H\alpha$ ($F_{H\alpha}^{abs}$) contra a temperatura efetiva. Pasquini & Pallavicini (1991) sugerem que as estrelas subgigantes apresentam perfis de contraste cromosférico mais largo e parecem mostrar-se mais inativas que as estrelas anãs de mesma temperatura. Em vista disto, separamos as estrelas em anãs e subgigantes, de acordo com o critério adotado no capítulo 5, discriminando-as na figura 6.12. Podemos observar que as estrelas subgigantes definem claramente um envoltório com os objetos mais inativos da amostra.

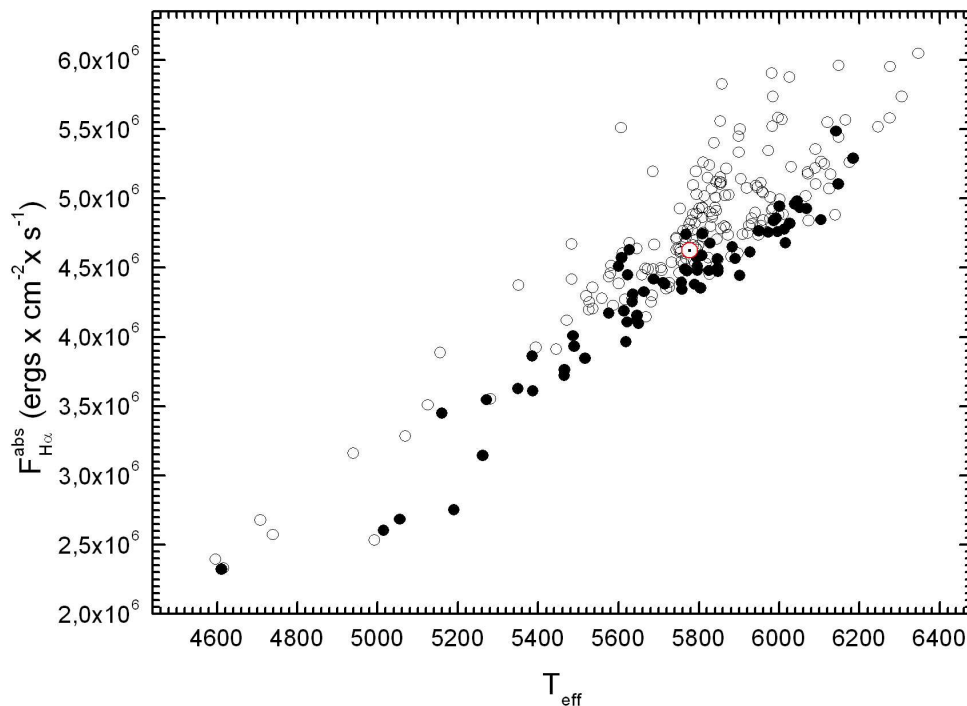


Figura 6.14: Fluxo absoluto total de $H\alpha$ versus a temperatura efetiva. Os pontos cheios representam as estrelas subgigantes, os pontos vazios representam as estrelas anãs. O Sol esta representado pelo ponto \odot . Nota-se que as subgigantes constituem as estrelas mais inativas da amostra para cada intervalo de T_{eff} .

Nosso próximo passo, será estabelecer quantitativamente o valor de fluxo fotosférico para cada valor de temperatura efetiva, obtendo assim, a componente puramente cromosférica, que será analisada no contexto da relação idade-atividade.

Capítulo 7

Resultados e Discussões

Os fluxos absolutos totais (cromosférico + fotosférico) da região de $H\alpha$ apenas serão úteis se retirarmos desta quantidade as contribuições relativas ao fluxo fotosférico. A subtração da contribuição fotosférica é uma etapa delicada do processo. Diferentemente das linhas de H e K do Ca II, das linhas h e k do Mg II e de outras linhas localizadas na região ultravioleta, cuja contribuição fotosférica é normalmente desprezível¹, o centro de $H\alpha$ está longe de ser opaco, mesmo para as estrelas mais inativas. Como resultado, a contribuição cromosférica aparece da pequena diferença entre duas quantidades grandes e comparáveis (capítulo 2).

Como primeira aproximação, podemos subtrair o fluxo absoluto de uma determinada estrela pelo fluxo absoluto de uma estrela quieta de mesma temperatura efetiva, e assim construir um envoltório de atividade cromosférica mínima para um dado valor de T_{eff} . No entanto, fica claro que este procedimento é um tanto arbitrário, pois depende da amostra particular que está sendo analisada. Além disso, a determinação de um curva que descreva o fluxo puramente fotosférico pode não ser possível de ser precisada. A rigor, somente seria possível conhecer o fluxo fotosférico exato de uma estrela, se esta possuísse componente cromosférica nula, o que não é fisicamente possível, uma vez que os mecanismos que geram o dínamo da estrela nunca se tornam completamente inoperantes. Além disso, o aquecimento acústico basal na baixa cromosfera continua presente, mesmo em estrelas que não apresentassem qualquer atividade magnetohidrodinâmica.

As dificuldades apresentadas podem ser parcialmente minimizadas através do uso de uma outra linha espectral como indicador primário de atividade e forçando que uma estrela quieta apresente fluxo cromosférico nulo para ambas as linhas. Este procedimento foi adotado por Herbig (1985) e Pasquini & Pallavicini (1991) que usaram linhas de H e K do Ca II como indicador primário, para a obtenção da relação $F_K \times F_{H\alpha}$. Ambos os trabalhos encontraram um fluxo negativo, para algumas estrelas, após a correção fotosférica. Este resultado reflete um espalhamento considerável na regressão linear entre

¹Em verdade, a contribuição fotosférica nestas linhas somente se torna importante para estrelas de tipo espectral F, onde a emissão na região azul é mais intensa no contínuo.

as duas quantidades. Tal fato pode estar também associado aos diferentes mecanismos de formação destas linhas, pois os fenômenos que excitam estas duas transições não são necessariamente iguais. Além disto, as linhas H e K do Ca II modulam demasiadamente com o ciclo de atividade, de maneira que para evitar tais efeitos, deveriam ser feitas observações simultâneas das duas regiões para um grande número de estrelas, o que na prática é quase impossível.

Como não dispúnhamos de espectros nas regiões das linhas de H e K do Ca II para um número expressivo de estrelas, optamos por aceitar a arbitrariedade do método de subtração do envoltório de estrelas quietas. Na figura 7.1, plotamos o fluxo absoluto total ($F_{H\alpha}^{abs}$) em função da temperatura efetiva. Podemos perceber facilmente a existência de um envoltório dependente da temperatura efetiva. Selecionamos as estrelas de mais baixa atividade na amostra, sendo cinco subgigantes e uma anã, e realizamos alguns testes acerca da expressão matemática que melhor definia o envoltório desejado. O melhor ajuste foi obtido com uma parábola definida pela expressão a seguir,

$$F_{tot}(erg \times cm^{-2} \times s^{-1}) = -0.22 T_{eff}^2 + 4466.72 T_{eff} - 1.43E7. \quad (7.1)$$

Não utilizamos a estrela HD 211998 na representação matemática do envoltório de baixa atividade (estrela abaixo da calibração adotada, ver fig 7.1). Esta estrela é um objeto muito pobre em metais e está isolada das demais estrelas. Isto possivelmente reflete uma natureza física de dínamo *distinto* das demais estrelas da amostra, menos pobres em metais. Ilustramos os domínios compreendidos pelas variáveis massa e metalicidade de nossa amostra nas figuras a seguir (figuras 7.2 e 7.3). Podemos observar que a HD 211998 é a única estrela super-pobre em metais da amostra. Veremos que a posição desta estrela na figura 7.1 é compatível com um resultado que será discutido mais adiante, de que, mantendo todos os parâmetros iguais, estrelas muito pobres em metais devem ser muito inativas.

Para fins de comparação, também ilustramos o envoltório proposto por Lyra & Porto de Mello (2005) na figura 7.1. Estes autores determinaram um polinômio de sexto grau que definia o envoltório de baixa atividade entre 5000 K e 6400 K. O intervalo definido para o nosso envoltório é de 4800 K a 6400 K. Obtivemos resultados bastante diferentes de Lyra & Porto de Mello (2005) para os extremos de T_{eff} da amostra, ilustrando a forte dependência deste método com a amostra adotada. Nota-se na calibração destes autores, que as estrelas subgigantes que vincularam o envoltório de baixa atividade não são as mesmas utilizadas por nós, em vista dos diferentes critérios adotados para classificação destes objetos.

Definindo o envoltório como apresentado anteriormente, eliminamos o problema de obter estrelas com fluxos cromosféricos negativos, pois estamos arbitrando que as estrelas que definem o envoltório possuem fluxo cromosférico igual a zero. Tal fato não imprime

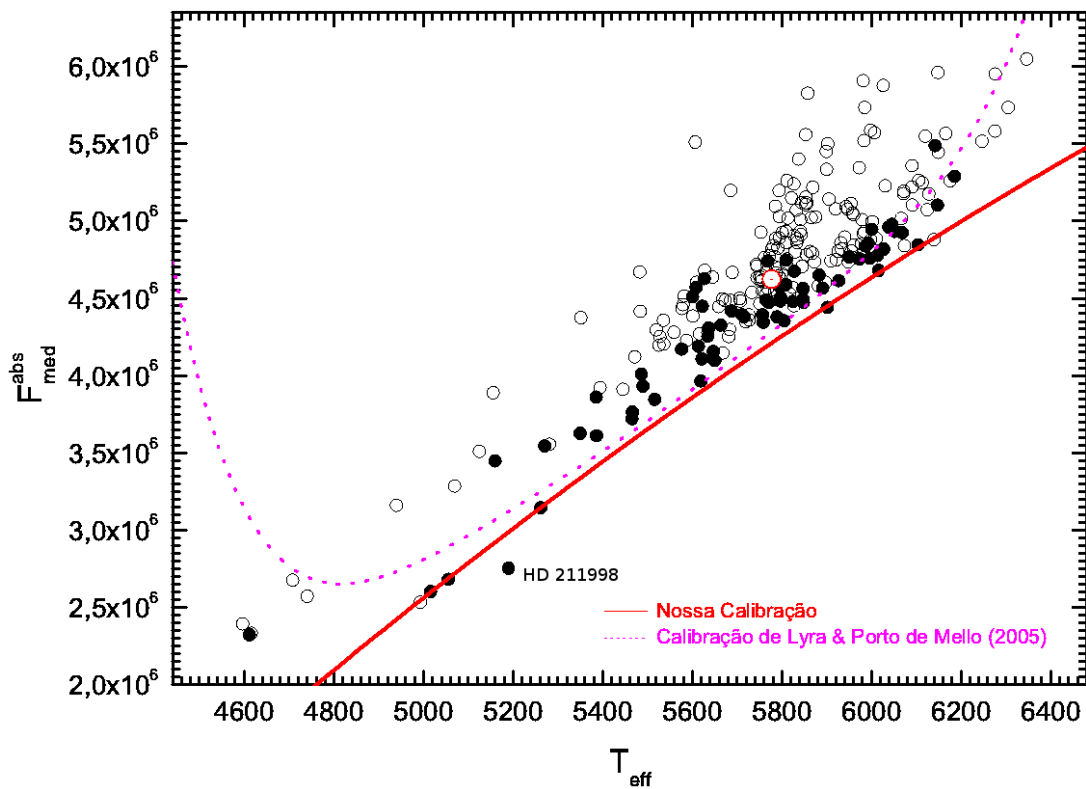


Figura 7.1: Envoltório de baixa atividade definido pelas estrelas quietas da amostra. A linha contínua representa o envoltório proposto por este trabalho. A linha pontilhada representa o envoltório proposto por Lyra & Porto de Mello (2005). As anãs estão representadas pelos círculos abertos e as subgigantes estão representadas pelos círculos preenchidos.

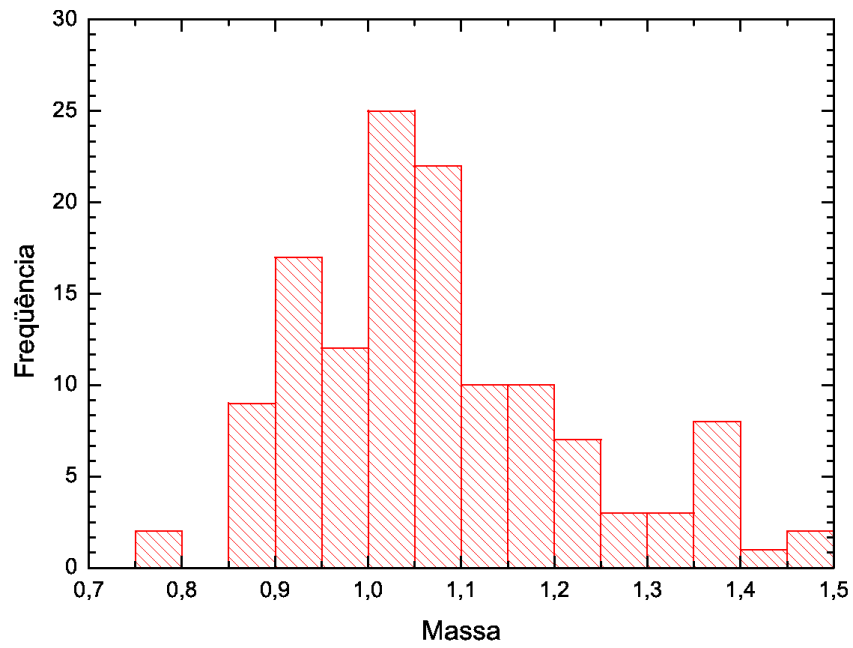


Figura 7.2: Histograma de massas da amostra em unidades de massa solar.

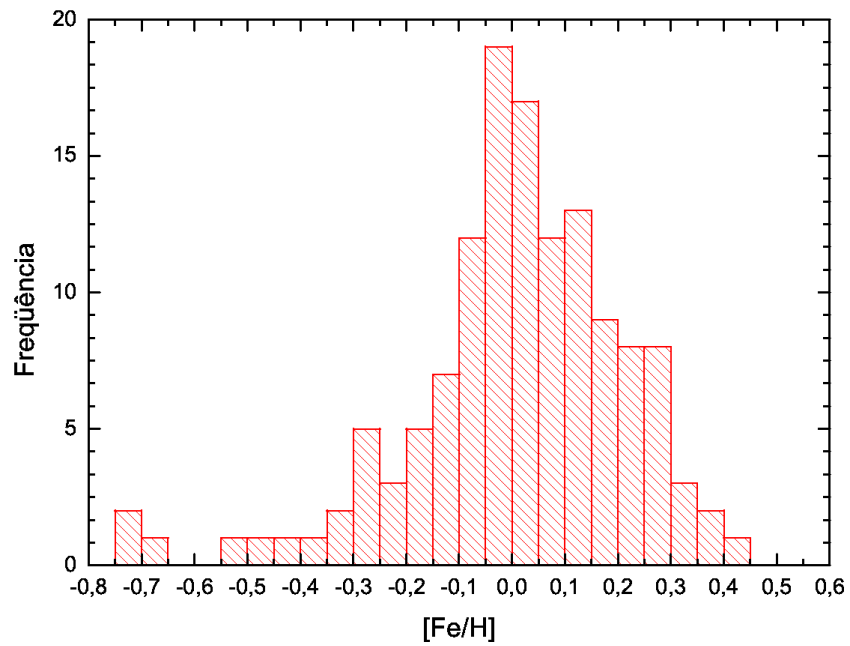


Figura 7.3: Histograma de metalicidades da amostra.

grandes consequências na determinação do indicador de idades porque estamos interessados principalmente nas diferenças relativas entre os fluxos cromosféricos, ou seja, o ponto zero da escala não é o parâmetro mais relevante.

Chamamos atenção para duas estrelas anãs, HD 205390 e HD 84117, esta última utilizada na representação do envoltório. Estas estrelas apresentaram os mesmos níveis de atividades que algumas subgigantes, para um mesmo intervalo de temperatura. Se assumirmos a hipótese que as subgigantes são sistematicamente mais inativas que suas correspondentes anãs de mesma temperatura, possivelmente estas estrelas podem estar passando por um mínimo de atividade, semelhante ao mínimo de Maunder observado para o Sol, já que existe alguma evidência de que esses ciclos podem fazer parte normal da evolução do dínamo de estrelas frias (Baliunas et al. 1995). Entretanto, uma investigação mais apurada necessita ser feita para afirmar uma conclusão mais concreta sobre estas estrelas.

Obtivemos os fluxos cromosféricos absolutos para cada estrela, em sua superfície, F_{crom} , subtraindo os fluxos absolutos totais $F_{H\alpha}^{abs}$ dos valores de fluxo fotosférico obtidos pela equação 7.1. Os valores dos fluxos cromosféricos absolutos estão dispostos na tabela D.1 do anexo D, em unidades de $\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$.

7.1 Os Subgrupos da Amostra

Para investigar a relação Idade-Atividade dividimos as estrelas em três grupos de estudo:

- (a) Estrelas de aglomerados e de grupos cinemáticos,
- (b) Estrelas anãs de campo,
- (c) Estrelas subgigantes.

As estrelas de aglomerados e grupos são interessantes por constituírem uma amostra de objetos jovens (com exceção do grupo Zeta Reticuli, o único grupo cinemático velho de nossa amostra), em geral bastante ativos, e com idades melhor determinadas na literatura. Adotamos as idades canônicas atribuídas da literatura para cada estrela pertencente a um grupo ou aglomerado. Para o aglomerado das Plêiades, adotamos a idade de 100 milhões de anos proposta por Schilbach et al.(1995), embora haja alguma controvérsia a respeito deste valor na literatura. Para o aglomerado da Híades, adotamos a idade de 625 milhões de anos atribuída por Perryman et al. (1998). No caso dos GCEs, adotamos a idade de 2 Gano proposta por Feltzing & Holmberg (2000) para o grupo HR 1614; a idade de 6 Gano proposta por Ferreira (2007) para o grupo ζ Reticuli; e a idade de 300 milhões de anos proposta por Soderblom & Mayor (1993) para o grupo Ursa Maior.

Com interesse de estudar a relação Idade-Atividade para idades além da solar, nesta etapa de nossa análise, iremos incorporar as estrelas anãs de campo e as subgigantes.

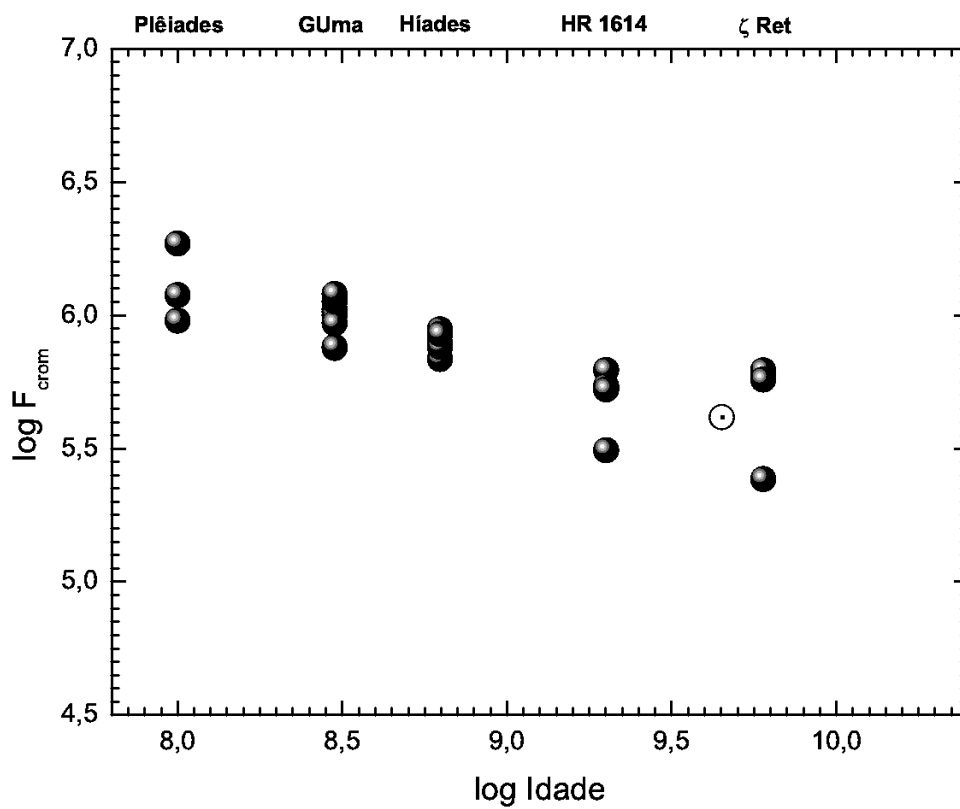


Figura 7.4: Fluxos cromosféricos das estrelas de aglomerados e grupos cinemáticos contra a idade. O Sol está mostrado pelo símbolo \odot .

As anãs de campo são objetos de grande importância, uma vez que são em geral mais ativas, mas possuem normalmente grande incerteza em suas determinações de idade. Por outro lado as subgigantes são as estrelas mais inativas para a sua classe de temperatura efetiva, porém possuem idades intrinsecamente bem mais precisas. Na figura 7.2 vemos que uma parcela substancial das subgigantes se destaca das anãs, indicando não obedecer a mesma relação entre o fluxo e a idade que as anãs. Lyra & Porto de Mello (2005), para uma amostra menor de estrelas, não encontraram nenhuma correlação significativa, nesta classe de estrelas, entre o fluxo cromosférico e a idade. De fato, este resultado era esperado, já que os modelos teóricos sugerem que para estrelas evoluídas o dínamo tenha sua eficiência reduzida, devido ao aumento evolutivo do raio e ao aumento do período de rotação, de forma a não mais introduzir energia magnética na cromosfera. Assim, a dissipação de energia por ondas acústicas seria o mecanismo dominante de aquecimento na cromosfera destas estrelas. Sem a contribuição da energia magnetohidrodinâmica, não espera-se encontrar uma dependência do fluxo basal acústico com a idade.

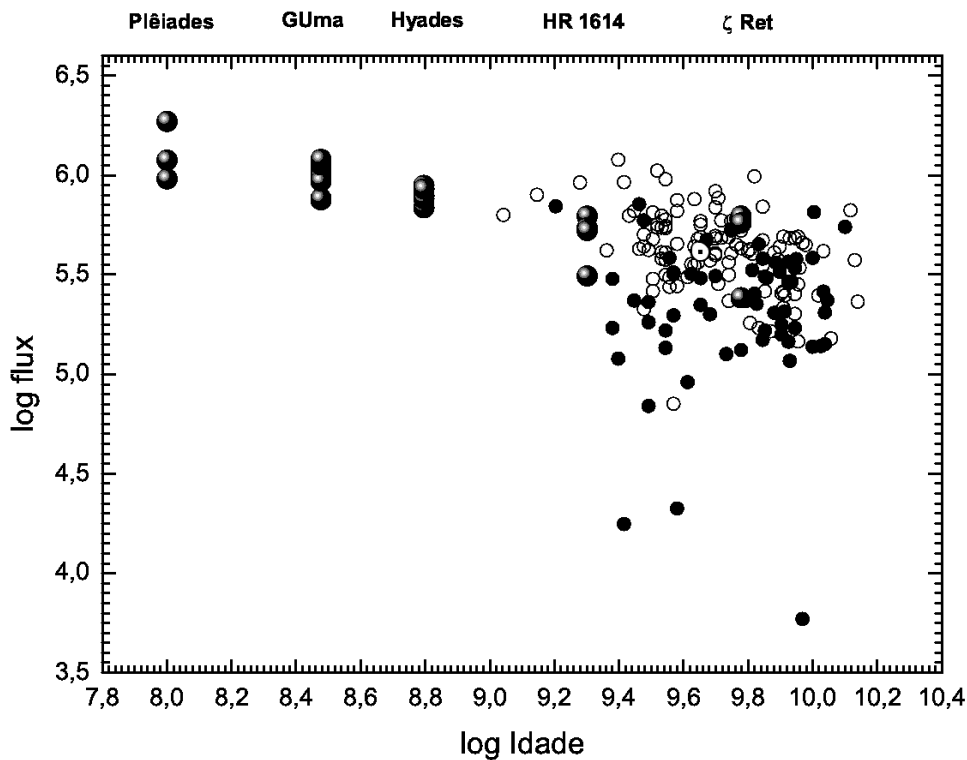


Figura 7.5: Fluxo cromosféricos de todas as estrelas da amostra contra a idade. Note que o comportamento das subgigantes não parece refletir uma correlação com a idade.

Diante do comportamento sugerido pelas subgigantes, optamos por investigar a relação utilizando apenas as estrelas anãs da amostra (campo + grupos), como fizeram Lyra & Porto de Mello (2005). Os resultados desta análise serão descritos na seção seguinte.

7.2 A Relação Idade-Atividade

Nesta seção utilizamos os parâmetros - atmosféricos e evolutivos - e estudamos seu relacionamento com o fluxo cromosférico das estrelas anãs. A figura 7.3 mostra o grande espalhamento do fluxo cromosférico das estrelas anãs para idades além da solar, o que reforça a sugestão de Lyra & Porto de Mello (2005) de que outros parâmetros, além da idade, influenciam na relação com a atividade.

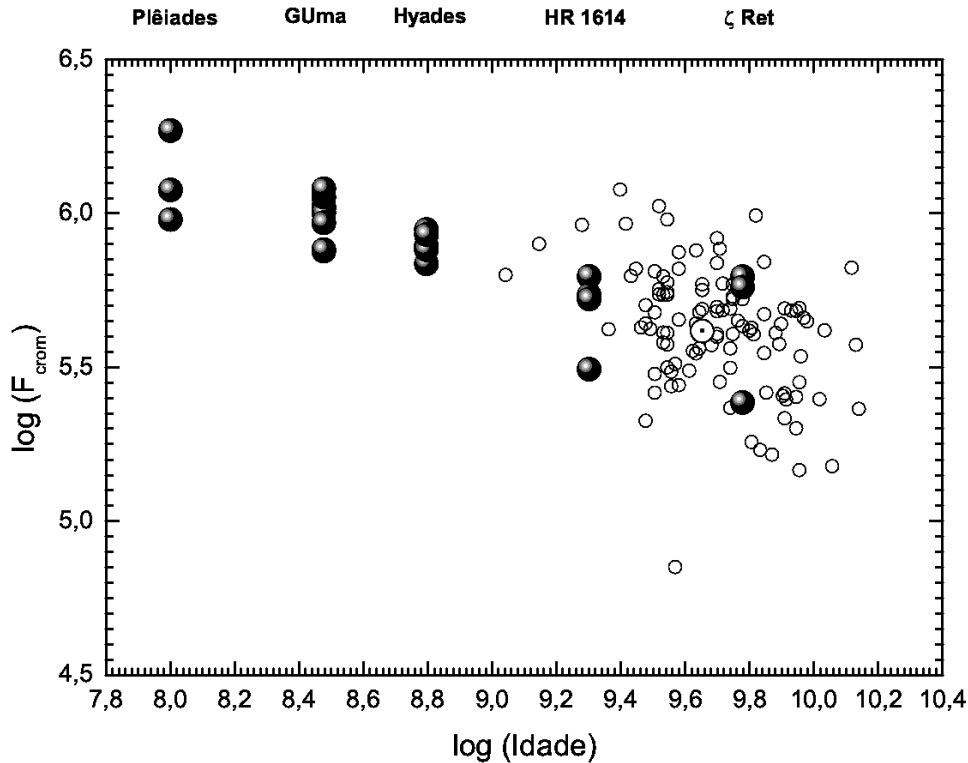


Figura 7.6: Fluxo cromosférico de todas as anãs da amostra contra a idade.

Primeiramente, realizamos uma regressão multilinear utilizando o logaritmo de todos os parâmetros atmosféricos (T_{eff} e $[\text{Fe}/\text{H}]$) e dos parâmetros evolutivos (massa, raio, luminosidade, $\log g$ e idade), sendo massas e raios apresentados em unidades solares, conforme obtidos no capítulo 5. Optamos pelo uso do logaritmo para reduzir quaisquer efeitos não-lineares na regressão.

$$F_{\text{crom}} = F_{\text{crom}}(T_{\text{eff}}, [\text{Fe}/\text{H}], \text{Massa}, \text{Raio}, \text{Luminosidade}, \log g, \text{Idade}). \quad (7.2)$$

Como resultado, apenas encontramos correlação significativa do fluxo cromosférico com a idade. Este resultado não condiz com o indicado pela figura 7.5. Isto porque a idade é um parâmetro que quantifica apenas a redução de momento angular da estrela com o tempo. Todavia, o momento angular de uma estrela está diretamente associado à velocidade angular do objeto, que por sua vez é dependente do raio, que deve possuir al-

guma influência na atividade cromosférica. Por outro lado, a atividade magnética de uma estrela também está diretamente relacionada com os efeitos que produzem a convecção, levando-nos a considerar que parâmetros como a massa e a metalicidade tenham alguma relevância. Quanto menor a massa de uma estrela, maior é sua camada convectiva com relação à radiativa; e quanto maior a metalicidade, maior é a opacidade, e portanto, mais profunda é a região em que se inicia a convecção. Estes resultados foram obtidos por Lyra & Porto de Mello (2005), e um de nossos objetivos principais é o de explorá-los em maior profundidade.

Iniciando uma série de testes estatísticos da relação idade-atividade, primeiramente, retiramos todas as estrelas da amostra cuja razão entre a incerteza da idade e a idade eram maiores que 30%. Repetimos a regressão multilinear, mas agora garantindo que apenas estrelas com as idades mais precisas fossem consideradas no ajuste. Os resultados desta regressão são mostrados na tabela 7.1. Percebe-se que mesmo adotando um critério rigoroso com respeito às idades, nenhuma correlação com os outros parâmetros é evidenciada.

Parâmetro	Coefficiente	Erro	t	Prob> t
$\log T_{\text{eff}}$	-2.11	2.81	-0.75	0.45
[Fe/H]	0.22	0.21	1.07	0.28
$\log (M/M_{\odot})$	1.13	8.48	0.13	0.89
$\log \text{Idade}$	-0.23	0.05	-4.57	<0.0001
$\log g$	-0.08	8.39	-0.01	0.99
$\log (R/R_{\odot})$	-0.88	16.72	-0.05	0.96
$\log (L/L_{\odot})$	-0.15	0.50	-0.29	0.77

Tabela 7.1: Resultado da regressão multilinear entre o fluxo cromosférico e os parâmetros evolutivos e atmosféricos para as estrelas anãs. Apenas as estrelas com idades mais acuradas por 30%, ou seja, com idades cujos erros relativos são inferiores a 30%, foram consideradas. Somente a idade se revela como parâmetro significativo.

Os resultados apresentados anteriormente não se mostraram satisfatórios do ponto de vista físico do comportamento das variáveis. Uma justificativa plausível para este fato esta no artifício matemático que estamos utilizando para estabelecer a relação. O método de regressão multilinear se utiliza do teste χ^2 para minimizar o resíduo da função. Porém, tal método considera como desprezíveis os erros referentes às variáveis independentes. Como as incertezas relativas às idades são superiores a qualquer outra variável, é mais interessante trabalhar com uma relação $\text{Idade} \times \text{Fluxo}$ em vez de $\text{Fluxo} \times \text{Idade}$, e deste modo, a idade se torna a variável dependente.

$$\text{Idade} = \text{Idade} (T_{\text{eff}}, [\text{Fe}/\text{H}], \text{Massa}, \text{Raio}, \text{Luminosidade}, \log g, F_{\text{crom}}) \quad (7.3)$$

Realizamos uma nova regressão recuperando todas as estrelas da amostra sem adotar nenhum critério de exclusão por idades. Nesta nova regressão, dispomos a idade como variável dependente e a significância estatística das demais variáveis melhorou substancialmente, mas permaneceu muito baixa para a temperatura efetiva e para a massa, sendo desprezível para a luminosidade (ver tabela 7.2). Sabe-se que a luminosidade e a temperatura efetiva estão relacionadas com o raio da estrela de acordo com a equação:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{\text{eff}}^4, \quad (7.4)$$

onde σ é a constante de Stefan-Boltzmann.

Parâmetro	Coefficiente	Erro	t	Prob> t
log T_{eff}	2.14	4.25	0.50	0.61
[Fe/H]	0.72	0.32	2.22	0.03
log (M/M $_{\odot}$)	10.11	12.22	0.83	0.41
log Fluxo	-0.86	0.15	-5.63	<0.0001
log g	-19.5	11.68	-1.67	0.10
log (R/R $_{\odot}$)	-34.82	23.46	-1.48	0.14
log (L/L $_{\odot}$)	-0.06	0.76	-0.08	0.94

Tabela 7.2: Resultado da regressão multilinear entre a idade e os parâmetros evolutivos e atmosféricos para as estrelas anãs. O Fluxo cromosférico e a metalicidade são parâmetros significantes. Tal regressão utilizou todas as estrelas que possuíam idades.

Entretanto, a luminosidade não é uma boa variável para descrever o estado evolutivo de uma estrela, pois sua evolução depende muito de outros fatores, como a massa, por exemplo. Por outro lado, a temperatura não se mostra um bom parâmetro para descrever o estado evolutivo de uma estrela, já que sofre variações substanciais ao longo da evolução estelar, para todas as massas envolvidas em nosso estudo. Como não encontramos tendência expressiva da atividade cromosférica com respeito a luminosidade e a temperatura efetiva, optamos por retirá-las da regressão. Novamente, repetimos a regressão sem estas duas variáveis e, obtivemos a metalicidade e o fluxo cromosférico como os parâmetros mais significativos em relação a idade. Por outro lado, massa, gravidade superficial e raio mais uma vez não se mostraram relevantes. O problema em questão está na inclusão de três variáveis intrinsecamente relacionadas por uma mesma equação:

$$g = \frac{GM}{R^2}. \quad (7.5)$$

Ao incluir gravidades, massas e raios simultaneamente, podemos estar introduzindo uma degenerescência numérica que reduz a importância destas variáveis. Fisicamente, estamos interessados em manter a massa uma vez que, pelo conhecido Teorema de Russell-Vogt, a massa, juntamente com a metalicidade é um parâmetro fundamental, invariante para as estrelas consideradas em nosso estudo, e determinante da estrutura e evolução

da estrela. Além disso, testes de correlação entre as variáveis mostram que o raio possui maior correlação com as demais variáveis do problema que a gravidade e optamos por excluir esta quantidade da regressão final.

Um método numérico normalmente usado para evidenciar correlações entre variáveis é torná-las relativas com algum valor representativo médio da amostra. O Sol cumpre perfeitamente este papel dentro de nossa amostra, e por este motivo, transformamos todas as variáveis para uma mesma escala em relação ao Sol, ou seja, fluxo absoluto cromosférico e idades agora estarão dispostos em valores relativos ao Sol assim como as demais variáveis. Por fim, realizamos uma vez mais a regressão linear de tipo,

$$Idade = Idade([Fe/H], Massa, Raio, F_{\text{crom}}). \quad (7.6)$$

Os resultados estão sumarizados na tabela 7.3.

Parâmetro	Coefficiente	Erro	t	Prob> t
[Fe/H]	0.64	0.18	3.64	0.0004
log (M/M _⊙)	-0.90	0.14	-6.04	<0.0001
log (F/F _⊙)	-8.70	1.14	-7.60	<0.0001
log (R/R _⊙)	4.03	0.59	6.78	<0.0001

Tabela 7.3: Resultado da regressão multilinear entre a idade e alguns parâmetros evolutivos e atmosféricos para as estrelas anãs. Todas as variáveis consideradas se mostraram significantes. Regressão novamente trabalhada para todas as idades, sendo idades e fluxos representados em relação ao Sol.

Estes resultados indicam que para as estrelas anãs, a calibração da idade contra os parâmetros atmosféricos apresenta uma correlação significativa entre a idade e a metalicidade. Este reforça ainda a teoria do dínamo, uma vez que a metalicidade está diretamente associada a convecção. Assim, mantendo fixos os demais parâmetros, quanto maior a metalicidade de uma estrela, maior a extensão da zona de convecção em relação ao raio estelar e portanto, mais ativa ela será.

Encontramos também uma forte anti-correlação com a massa e o fluxo. Dado um conjunto de parâmetros fixos, quanto maior a massa menor a extensão da zona convectiva da estrela, e, por consequência, menor será a sua atividade magnética. O sinal de correlação tanto de massa quanto metalicidade estão corretos para uma interpretação deste tipo. Para o fluxo este resultado já era bastante esperado, já que é sabido que quanto maior a idade de uma estrela menor será a contribuição magnética do fluxo cromosférico.

Todas as variáveis apresentadas como significativas na discussão acima se correlacionam com a espessura da camada convectiva da estrela, que por sua vez, esta relacionada com o tempo de reviravolta convectiva da célula de convecção. O aumento do tempo de reviravolta convectiva permite uma maior introdução de helicidade nos campos magnéticos abaixo da fotosfera da estrela, e esse fator é altamente relevante para a concentração

de energia em regiões magnetizadas na fotosfera e portanto em dissipação de energia magnetohidrodinâmica. Alternativamente, o tamanho do raio influencia na espessura da zona convectiva e no período de rotação da estrela. Assim, o comportamento de todas as variáveis em conjunto sugere que os modelos de dínamo estelar e sua conexão com a idade podem estar associados com o número de Rossby (Noyes et al. 1984).

Mesmo recolocando a temperatura e a luminosidade nesta regressão, os coeficientes destas variáveis não se apresentam significativos. Com efeito, obtivemos uma relação entre a idade em função da massa, da metalicidade, do raio e do fluxo cromosférico de uma estrela que é válido para o nosso intervalo amostral bastante restrito. Se restringirmos a figura 7.6 em um intervalo estreito de massas ($0.9 < M/M_{\odot} < 1.1$) e metalicidades ($-0.2 < [Fe/H] < +0.20$), uma relação que envolve os fatores citados fica mais explícita (ver figura 7.7).

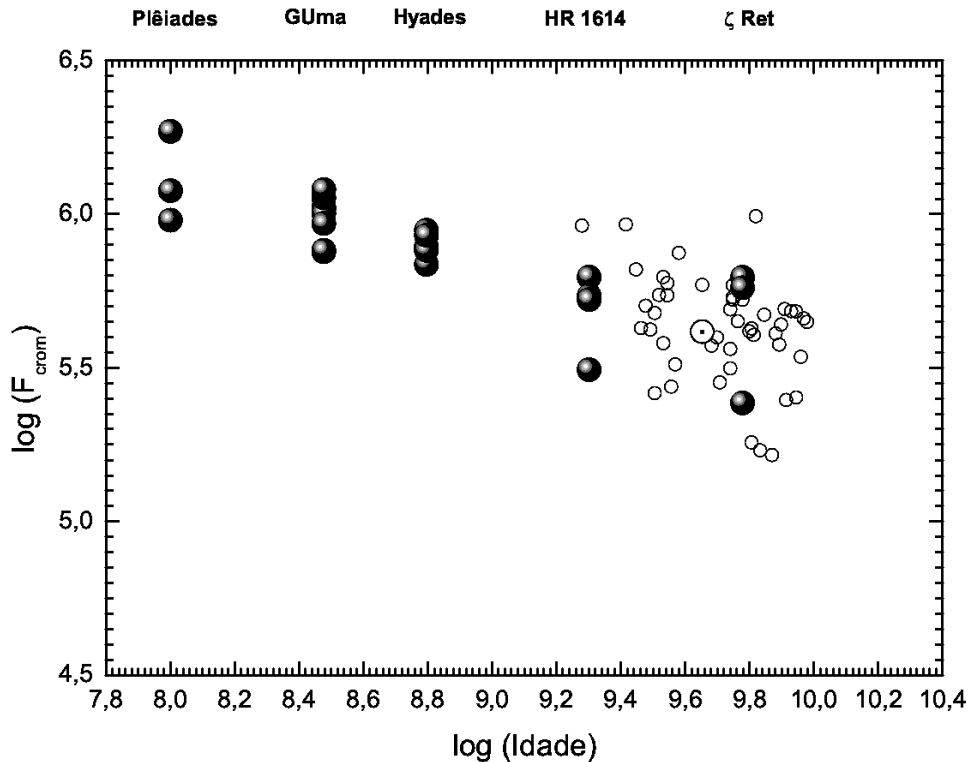


Figura 7.7: Fluxo cromosférico de todas as anãs da amostra contra a idade.

Através da estratificação apresentada na figura 7.7, vemos que uma relação Idade \times atividade é fracamente visível até uma idade solar, e possivelmente podendo se estender um pouco além. A partir desta idade, ocorre um espalhamento significativo que sugere que outros efeitos como massa e metalicidade estejam atuando conjuntamente, tornando a relação multiparamétrica. Talvez a complexidade da relação esteja presente mesmo para os aglomerados e grupos cinemáticos, porém, este efeito não pode ser visualizado, já que os grupos constituem uma amostra muito pequena de estrelas jovens e, basicamente

de metalicidades solar. Todavia, esta proposição só poderia ser evidenciada de posse de uma amostra de grupos jovens pobres em metais e com um bom espalhamento de massa. Obviamente, estes grupos presumivelmente não mais existem na vizinhança solar, e talvez nem mesmo em outras partes da Galáxia, o que decorre de considerações de evolução química. A observação de tais grupos jovens e pobres em metais apenas será possível com o advento dos telescópios da classe de 30 metros ou superiores, já que este tipo de população deve estar presente apenas em galáxias muito distantes e/ou pouco evoluídas quimicamente.

A relação multiparamétrica aqui apresentada possui grandes incertezas nas idades, quando aplicada para objetos individualmente, resultado este que também é válido para as idades obtidas de outras relações Idade \times Atividade para as linhas H e K do Ca II (Pace & Pasquini 2004). Por outro lado, se formos capazes de vincular os parâmetros massa e metalicidade, através de, por exemplo, tipos espectrais e índices de cor, para uma amostra de estrelas de tipo solar, pode ser possível extrair uma idade média representativa a partir dos fluxos cromosféricos observados deste grupo com alguma significância estatística.

O teste multiparamétrico atesta que 66% das variáveis da regressão explicam o comportamento exibido pela variável dependente, no caso a idade. Sendo a idade a variável de maior erro relativo em comparação com as demais variáveis, não se pode afirmar categoricamente que a fraca correlação encontrada pela regressão esteja relacionada apenas à dependência do erro com a idade (uma vez que pela natureza do método, as variáveis independentes supostamente têm erros nulos) ou se existe algum espalhamento cósmico intrínseco das variáveis, ou seja, estrelas com mesma massa, metalicidade e raio podem ter histórias de decaimento do fluxo cromosférico distintas, seja por razões estocásticas, ou em razão de outros fatores que não estão sendo considerados nesta análise.

Capítulo 8

Conclusões e Perspectivas

Neste trabalho investigamos a relação idade-atividade através da análise do fluxo absoluto da linha de $H\alpha$, para 250 estrelas de tipo solar, constituindo uma amostra única na literatura, com espectros de resolução moderadamente alta (em torno de 20.000) e considerável razão sinal-ruído (aproximadamente 200).

A linha $H\alpha$ se mostrou útil em dois contextos distintos de nossa análise, porém intimamente ligados, sendo eles o cálculo da temperatura efetiva e a caracterização do fluxo cromosférico de $H\alpha$. Obtivemos uma escala homogênea de temperaturas efetivas, através do ajuste das asas desta linha de Balmer. Utilizamos tal escala homogênea para corrigir as metalicidades adotadas da literatura. Também obtivemos temperaturas efetivas fotométricas para todas as estrelas da amostra. Encontramos um ótimo acordo entre ambas as escalas de temperaturas efetivas, e derivamos para toda a amostra temperaturas efetivas com um erro interno de ~ 50 K.

Estimamos massas e idades para as estrelas da amostra através do conjunto de trajetórias evolutivas de Yi et al. (2003) e Kim et al. (2002), que são modelos mais recentes que os utilizados em trabalhos anteriores. Para refinar a determinação de idades e massas calculamos uma extensa base destas trajetórias de modo que as estrelas se localizaram nos seus respectivos diagramas de metalicidade, dentro das incertezas associadas a esta quantidade. Também obtivemos gravidades superficiais evolutivas e raios para toda a amostra.

Refinamos um procedimento já utilizado por outros autores para segregar as estrelas anãs das estrelas subgigantes. Para tanto, adotamos um critério puramente físico relacionado com a definição da chegada da estrela no ramo das subgigantes. Em cada trajetória evolutiva, definimos o ponto em que a estrela esgota o hidrogênio em seu núcleo como o ponto de desligamento da fase anã para a fase subgigante. Tal sofisticação possibilitou uma separação bem mais definida entre estas duas amostras de população.

Construímos uma nova calibração de fluxo absoluta, baseada diretamente nos parâmetros atmosféricos das estrelas e em modelos atmosféricos teóricos de última geração. Esta calibração nos permitiu avaliar criteriosamente a dependência do fluxo absoluto contra

cada parâmetro atmosférico isoladamente, benefício este que não seria obtido se fizéssemos uso de uma calibração baseada em fotometria ou espectrofotometria.

A partir desta nova calibração, determinamos os fluxos cromosféricos absolutos de cada objeto da amostra. As incertezas associadas à esta grandeza são da ordem de 10^5 erg cm⁻²s⁻¹, sendo o domínio dos fluxos cromosféricos encontrados em nossa amostra distribuído em um intervalo de 0 a 18×10^5 erg cm⁻²s⁻¹. De posse dos parâmetros atmosféricos e evolutivos e do diagnóstico cromosférico, investigamos a relação idade \times fluxo cromosférico, utilizando o maior número possível de parâmetros disponíveis.

Verificamos que as subgigantes se destacam em dois grupos, um que segue um comportamento relativo à idade semelhante ao das anãs, com valores comparáveis de fluxo cromosférico, e outro grupo, que não segue a mesma relação com a idade, mostrando valores extremamente baixos de fluxo cromosférico, sendo estas as estrelas mais inativas da amostra. Isto sugere que para estes segundo grupo, o comportamento do dínamo não parece mostrar correlação com a idade. Se a energia magnética não estiver sendo depositada pelo dínamo de maneira eficiente nestas estrelas, apenas a contribuição acústica se fará presente, assim, estas estrelas não poderão ser consideradas numa relação idade-atividade. Este resultado também sugere que uma mera separação entre anãs e subgigantes, seja por um critério simples de gravidade superficial, seja por uma separação mais física, através da definição do esgotamento central de hidrogênio através de modelos teóricos, não descreve completamente o comportamento da evolução do dínamo nesta classe de estrelas. Outro tipo de critério deve ser investigado para definir de modo quantitativo em que ponto o dínamo se torna inoperante nestes objetos.

As estrelas anãs seguem uma relação numericamente bem definida até aproximadamente 2 Gano, em bom acordo com resultados recentes inferidos das linhas H e K do Ca II (Pace & Pasquini 2004). A partir desta idade, o comportamento sugerido por estas estrelas torna-se parcialmente oculto pelas incertezas das variáveis. Através de uma regressão multilinear, quantificamos os parâmetros relevantes para se construir um indicador de idades para estas estrelas, foram eles, massa, raio, metalicidade e fluxo cromosférico. Esta complexa relação sugere que as variáveis envolvidas possuem um comportamento sugerido segundo o modelo de dínamo associado ao número de Rossby. A maior relevância com a massa e com a metalicidade sugere que a evolução da eficiência convectiva tem uma forte contribuição na descrição da relação Idade \times Fluxo, para a faixa de estrelas que estamos considerando.

Não menos importante, a forte anticorrelação com o raio exerce considerável influência nesta mesma relação. Além de determinar a evolução da espessura da zona convectiva de uma estrela, o raio está também associado com o período de rotação da estrela, uma vez que mantendo as demais quantidades fixas, o aumento do raio provoca um aumento no período de rotação. A ação dessas três variáveis na regressão mostra claramente que o parâmetro fundamental da relação entre a atividade e a idade parece ser de fato o número

de Rossby, e pela primeira vez na literatura esse efeito é mostrado considerando em detalhe todos os parâmetros relevantes, estruturais (massa e metalicidade) e evolutivos (raios), estelares.

Concluimos então que o comportamento da relação idade-atividade está diretamente associado com a física do dínamo destas estrelas. Para estrelas com idades além da solar, não é possível associar uma calibração de idades que considere apenas os fluxos, e sim, todas as variáveis que contribuem para o dínamo.

Para as próximas etapas deste trabalho, iremos investigar com mais detalhes a possível influência do número de Rossby em nossa regressão, estimando este valor, para um número de estrelas com períodos de rotação conhecidos. Também estudaremos a separação intrínseca aparente entre as subgigantes, investigando se algumas subgigantes apresentam a mesma eficiência de dínamo que as estrelas anãs e se elas podem ser incluídas em uma relação idade \times atividade.

Para um futuro imediato, investigaremos a relação entre estado evolutivo, a evolução do raio em relação ao valor na ZAMS, e o fluxo cromosférico de cada estrela, com o objetivo de avaliar quais os parâmetros são mais relevantes para a discussão de atividade destas estrelas. Nossos resultados sugerem que a consideração detalhada, para uma amostra extensa de estrelas, das massas, metalicidades e raios pode contribuir consideravelmente para uma maior compreensão da atuação do dínamo na manifestação dos fenômenos cromosféricos, assim como sua evolução com o tempo e possível aplicação como indicador de idade em populações estelares.

Referências Bibliográficas

Balachandran S., 1990, ApJ, 354, 310

Baliunas S. L., Donahue R. A., Soon W. H., Horne J. H., Frazer J., Woodard-Eklund L., Bradford, M., Rao L. M., Wilson O. C., Zhang Q., Bennett W., Briggs J., Carroll S. M., Duncan D. K., Figueroa D., Lanning H. H., Misch T., Mueller J., Noyes R. W., Poppe D., Porter A. C., Robinson C. R., Russell J., Shelton J. C., Soyumer T., Vaughan A. H., Whitney J. H., 1995, ApJ, 438, 269

Barklem P. S., Stempels H. C., Allende Prieto C., Kochukhov O. P., Piskunov N., O'Mara B. J., 2002, A&A, 385, 951

Barnes T. G., Evans D. S., MNRAS, 174, 489

Barry D. C., Cromwell R. H., Hege E. K., 1987, ApJ, 315, 264

Barry D. C., ApJ, 334, 436

Bensby T., Feltzing S., Lundström I, 2003. A&A, 410, 527

Blackwell D. E., Petford A. D., Arribas S., Haddock D. J., Selby M. J., A&A, 232, 396

Böhm-Vitense. E., 1989, *Introduction to Stellar Astrophysics: stellar atmospheres*, Vol.2

Castro S., Porto de Mello G. F., da Silva L., 1999, MNRAS, 305, 693

Cayrel de Strobel G., Bentolila C, 1989, A&A, 211, 324

Cayrel R., Cayrel de Strobel G., Campbell B., 1985, A&A, 146, 249

Cayrel R., Traving G., 1960, AZ, 50, 239

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., Zhao G., Zhang H. W., Benoni T., 2000, A&A, 141, 491

Clegg R. E. S., Tomkin J., Lambert D. L., 1981, ApJ, 250, 262

da Silva, Porto de Mello G. F., 2000, *Lithium Abundances in Solar Type Stars*, em *The Light Elements and Their Evolution; Proceedings, IAU Symposium no.198*, ed. L. da Silva, M. Spite, J. R. de Medeiros (2000), p495

del Peloso E. F., Cunha K., da Silva L., Porto de Mello G. F., 2005, *A&A*, 441, 1149

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., 2005, *A&A*, 440, 1153

del Peloso E. F., da Silva L., Arany-Prado L. I., 2005, *A&A*, 434, 301

del Peloso E. F., da Silva L., Porto de Mello G. F., 2005, *A&A*, 434, 275

De Silva G. M., Freeman K. C., Bland-Hawthorn J., Asplund M., Bessell M. S., 2007, *AJ*, 133, 694

Di Bartolo L., Porto de Mello G. F., 2010, *in preparation*

Di Bartolo L., 2005, Tese de Mestrado, Observatório do Valongo/UFRJ

Dopcke G. H., Porto de Mello G. F., 2010, *in preparation*

Dopcke G. H., 2009, Tese de Mestrado, Observatório do Valongo/UFRJ

Eberhard G., Schwarzschild K., 1913, *ApJ*, 38, 292

Edvardsson B., Andersen J., Gustafsson B., Lambert D. L., Nissen P. E., Tomkin J., 1993, *A&A*, 275, 101

Eggenberger P., Charbonnel C., Talon S., Meynet G., Maeder A., Carrier F., Bourban G., 2004, *A&A*, 417, 353

Eggen O. J., 1960, *MNRAS*, 120, 563

ESA, *The Hipparcos and Tycho Catalogues*, 1997a, ESA SP-1200

Feltzing S., Holmberg J., 2000, *A&A*, 357, 153

Ferreira L. D., 2007, Monografia de fim de curso, UERJ

Ferreira L. D., Porto de Mello G. F., da Silva L., 2010, *in preparation*

Flower P. J., 1996, *ApJ*, 469, 355

Fischer D. A., Valenti J., 2005, *ApJ*, 622, 1102

Fischer D. A., Valenti J., 2005, *ApJS*, 159, 141

Fuhrmann K., Axer M., Gehren T., 1993, *A&A*, 271, 451

- Gehren T., 1981, A&A, 100, 97
- Ghezzi L., 2005, Monografia de fim de curso, OV/UFRJ
- Girardi L., Bressan A., Bertelli G., Chiosi C., 2000, A&AS, 141, 371.
- Gray D.F., 1976, *The Observations and Analysis of Stellar Atmospheres*. John Wiley & Sons, 471 p.
- Gray R. O., Corbally C. J., Garrison R. F., McFadden M. T., Bubar E. J., McGahee C. E., O'Donoghue A. A., Knox E. R., 2006, AJ, 132, 161
- Grønbech B., Olsen E. H., 1976, A&AS, 25, 213
- Guenther D. B., 1989, ApJ, 339, 1156
- Gustafsson, B., Bell R. A., Eriksson K., Nordlund A., 1975, A&A, 42, 407
- Gustafsson B., Edvardsson B., Eriksson K., Jørgensen U. G., Nordlund Å., Plez B., 2008, A&A, 486, 951
- Hale G. E., 1908, ApJ, 28, 315
- Hauck B., Mermilliod M., 1998, A&AS 431, 433
- Henry T. J., Soderblom D. R., Donahue R. A., Baliunas S. L., 1996, AJ, 111, 439
- Herbig G. H., 1985, ApJ, 289, 269
- Holmberg J., Flynn C., Portinari L., 2006, MNRAS, 367, 449
- Kaler J. B., 2002, *Stars and their Spectra: An Introduction to the Spectral Sequence*
- Kim Y., Demarque P., Yi S. K., Alexander D. R., 2002, ApJS, 143, 499
- Kurucz R. L., Furenlid I., Brault J., Testerman L., 1984, *The Solar Flux from 296 nm to 1300 nm*, National Solar Observatory.
- Lambert D. L., Pagel B. E. J., 1968, MNRAS, 141, 299
- Linsky J. L., McClintock W., Robertson R. M., Worden S. P., ApJS, 41, 47
- Lites B. W., Mihalas D., 1984, SoPh, 93, 23
- Lyra W., Porto de Mello G. F., 2005, A&A, 431, 329
- Luck R. E., Heiter U., 2005, 129, 1063
- Luck R. E., Heiter U., 2006, 131, 3069
- Mamajek, E. E., Hillenbrand L. A., 2008, ApJ, 687, 1264

- Masana E., Jordi C., Ribas I., 2006, *A&A*, 450, 735
- McWilliam A., 1997, *ARA&A*, 35, 503
- Mihalas D., *Stellar Atmospheres*, 1939, 2nd ed., W. H. Freeman and Company
- Mishenina T. V., Soubiran C., Kovtyukh V. V., Korotin S. A., 2004, *A&A*, 418, 551
- Mishenina T. V., Soubiran C., Bienaymé O., Korotin S. A., Belik S. I., Usenko I. A., Kovtyukh V. V., 2008, *A&A*, 489, 923
- Montes D., López-Santiago J., Fernández-Figueroa M. J., Gálvez M. C., 2001, *A&A*, 379, 976
- 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.
- Noyes R. W., Hartmann L. W., Baliunas S. L., Duncan D. K., Vaughan A. H., 1984, *ApJ*, 279, 763
- Olsen E. H., 1983, *A&AS*, 54, 55
- Olsen E. H., 1993, *A&AS*, 102, 89
- Olsen E. H., 1994, *A&AS*, 106, 257
- Olsen E. H., 1994, *A&AS*, 104, 429
- Pace G., Pasquini L., 2004, *A&A*, 426, 1021
- Pasquini L., Pallavicini R., 1991, *A&A*, 251, 199
- Paulson D. B., Sneden C., Cochran, W. D., 2003, *AJ*, 125, 3185
- Parker E. N., 1955, *ApJ*, 122, 293
- Perryman M. A. C., Brown A. G. A., Lebreton Y., Gomez A., Turon C., Cayrel de Strobel G., Mermilliod J. C., Robichon N., Kovalevsky J., Crifo F., 1998, *A&A*, 331, 81
- Porto de Mello G. F., 1996, Tese de Doutorado, MCT/Observatório Nacional
- Porto de Mello G. F., da Silva L., 1997, *ApJ*, 482, 89
- Porto de Mello G. F., Lyra W., Keller G. R., 2008, *A&A*, 488, 653
- Porto de Mello G. F., da Silva R. O., da Silva L., de Nader R. V., 2010, *in preparation*
- Praderie F., 1967, *Ann. Astrophys.*, 30, 31
- Randich S., Gratton R., Pallavicini R., Pasquini L., Carretta E., 1999, *A&A*, 348, 487

Rosner R., Weiss N. O., 1992, Fourth Solar Cycle Workshop, ed. K. L. Harvey (ASP Conf. Series 27, 511

Santos N. C., Israelian G., Mayor M., 2004, *A&A*, 415, 1153

Santos N. C., Israelian G., García López R. J., Mayor M., Rebolo R., Randich R., Ecu-
villon A., Domínguez Cerdeña C., 2004, *A&A*, 427, 1085

Santos N. C., Israelian G., Mayor M., Bento J. P., Almeida P. C., Sousa S. G., Ecu-
villon A., 2005, *A&A*, 437, 1127

Schaller G., Schaerer D., Meynet G., Maeder A., 1992, *A&AS*, 96, 269.

Schilbach E., Robichon N., Souchay J., Guibert J., 1995, *A&A*, 299, 696

Schoolman S. A., 1972, *SoPh*, 22, 344

Skumanich A., Eddy, Solar Phenomena in Stars and Stellar Systems, eds. R. M. Bonnet
A. K., Dupree D. R., p. 349

Skumanich A., 1972, *ApJ*, 171, 565

Simon T., Herbig G., Boesgaard A. M., 1985, *ApJ*, 293, 551

Soderblom D. R., Mayor M., 1993, *AJ*, 105, 226

Soderblom D. R., 1985, *AJ*, 90, 2103

Soderblom D. R., Duncan D. K., Johnson D. R. H., 1991, *ApJ*, 375, 722

Sousa S. G., Santos N. C., Mayor M., Udry S., Casagrande L., Israelian G., Pepe F.,
Queloz D., Monteiro M. J. P. F. G., 2008, *A&A*, 487, 373

Sousa S. G., Santos N. C., Israelian G., Mayor M., Monteiro M. J. P. F. G., 2006, *A&A*,
458, 873

Steenbook W., 1983, *A&A*, 126, 325

Takeda Y., Ohkubo M., Sato B., Kambe E., Sadakane K., 2005, *PASJ*, 57, 27

Takeda Y., Kawanomoto S., Honda S., Ando H., Sakurai T., 2007, *A&A*, 468, 663

Vaughan A. H., Preston G. W., Wilson O. C., 1978, *PASP*, 90, 267

Willstrop R. V., 1965, *MmRAS*, 69, 83

Wolf R., 1856, *Astron. Mitt. Zurich*, no. 14

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

Yildiz M., 2007, *ApPhL*, 91, 2113

Yong D., Lambert D., 2003, PASP, 115, 22

Zhao G., Magain P., 1991, A&A, 244, 425

A

Anexo A

Neste anexo, apresentamos a **tabela A** com as identificações HD e HR de cada estrela, seu tipo espectral, sua classificação de pertinência (campo, aglomerado ou grupo cinemático) e a razão S/R do seu espectro observado na região de H α . A base de dados foi subdividida em estrelas de campo, estrelas de aglomerados (Híades e Plêiades) e estrelas de grupos cinemáticos (Ursa Maior, HR 1614 e ζ Reticuli).

Table A.1: Tabela com as identificações da amostra e a relação S/R dos espectros.

HD	HR	Tipo Espectral	Classificação	S/R
1461	72	G0V	Campo	182
1581	77	F9V	Campo	258
1835	88	G3V	Híades	230
2151	98	G2IV	ζ Reticuli	200
3795	173	G3/G5V	Campo	150
3823	176	G1V	Subgigantes	289
4304	202	F7III	Subgigantes	234
4307	203	G0V	Subgigantes	209
4308	–	G5V	Campo	177
4391	209	G3V	Campo	174
7570	370	F8V	Campo	275
8291	–	G5	Campo	85
9562	448	G2IV	Campo	162
10009	466	F8.5V	Subgigantes	213
10647	506	F9V	Campo	208
10697	508	G5IV	Subgigantes	214
10700	509	G8V	Campo	232
10800	512	G1V	Subgigantes	229

Table A.1: Tabela com as identificações da amostra e S/R. (continuação)

HD	HR	Tipo Espectral	Base de Dados	S/R
11131	531b	G0	Ursa Maior	202
11538	–	F0V	Subgigantes	219
11964	–	G5	Subgigantes	176
12235	582	G2IV	HR 1614	112
12264	–	G5V	Campo	134
13421	635	G0IV	Campo	145
13531	–	G0V	Campo	136
13724	–	G4V	Campo	120
14214	672	G0.5IV	Subgigantes	166
14680	–	K2+v	ζ Reticuli	44
14802	695	G1V	Campo	193
15064	706	G1V	Subgigantes	200
15335	720	G0V	Subgigantes	140
15942	–	G0	Campo	116
16160	753	K3V	Campo	133
16417	772	G5IV	Campo	244
16589	780	G0IV	Subgigantes	127
16673	784	F6V	Campo	207
17051	810	F8V	Campo	206
18907	914	G5IV	Campo	194
19308	–	G0	Campo	136
19994	962	F8V	Campo	120
20010	963	F8IV	Campo	193
20630	996	G5	Campo	234
20766	1006	G4V	ζ Reticuli	248
20807	1010	G1V	ζ Reticuli	221
21411	–	G8V	Campo	108
22049	1084	K2V	Campo	204
22484	1101	F9IV-V	Campo	84
22879	–	F9V	Campo	172
23249	1136	K0IV	Campo	98
24040	–	G0	Campo	107
24293	–	G3V	Campo	155
24616	–	G8IV/V	Campo	125
25457	1294	F5V	Campo	201
25874	–	G2V	Campo	166

Table A.1: Tabela com as identificações da amostra e S/R. (continuação)

HD	HR	Tipo Espectral	Base de Dados	S/R
25918	–	G5	Campo	109
26913	1321	G5IV	Ursa Maior	238
26923	1322	G0IV	Ursa Maior	199
27685	–	G4V	Híades	145
27859	–	G2V	Híades	105
28099	–	G2V	Híades	191
28344	–	G2V	Híades	121
28471	–	G5V	Campo	62
28821	–	G3V	Campo	179
28992	–	F8	Híades	130
29859	1499	F7IV-V	Subgigantes	193
30495	1532	G3V	Campo	253
30562	1536	F8V	Campo	113
30606	1538	F8V	Subgigantes	217
32147	1614	K3V	HR 1614	80
32923	1656	G4V	Subgigantes	181
33021	1662	G1IV	Campo	152
34721	1747	G0V	Campo	152
36553	1856	G3IV	Campo	186
37986	–	G8/K0IV	HR 1614	82
39587	2047	G0V	Ursa Maior	213
41593	–	K0V	Ursa Maior	144
43587	2251	F9V	Campo	191
43834	2261	G6V	Campo	183
43947	–	F8V	Campo	172
44120	2274	G0V	Subgigantes	130
46569	2400	F8V	Campo	197
50806	2576	G5IV	Campo	110
52298	–	F5/F6V	Campo	141
53705	2667	G3V	Campo	115
55720	–	G8V	Campo	97
57853	2814	F9V	Campo	101
59984	2883	F5V	Campo	183
61033	–	G7Ve	Campo	104
62644	2298	G6IV	Subgigantes	144
63077	3018	G0V	Campo	271

Table A.1: Tabela com as identificações da amostra e S/R. (continuação)

HD	HR	Tipo Espectral	Base de Dados	S/R
64114	–	K4III	Campo	115
65907	3138	G0V	Campo	312
69809	–	G0	Campo	105
69830	3259	K0V	Campo	184
71334	–	G2.5V	Campo	186
73350	–	G0	Campo	221
74698	–	G5V	Campo	126
76151	3538	G2V	Campo	210
76932	3578	F7-8IV-V	Campo	180
84117	3862	F8V	Campo	128
85380	3901	F8V	Subgigantes	102
88084	–	G2V	Campo	191
88218	3992	F8V	Campo	208
94340	–	G4V	Campo	169
98649	–	G4V	Campo	113
102365	4523	G5V	Campo	169
103026	4548	F7V	Subgigantes	218
104304	4587	K0IV	Campo	114
105590	–	G3+v	Campo	147
105901	–	G0	Campo	186
108309	4734	G4V	Campo	189
111199	4856	F7V	Subgigantes	206
111398	–	G5V	Campo	180
112164	4903	G1V	Campo	136
114260	–	G8V	Campo	170
114613	4979	G3V	Campo	152
114710	4983	G0V	Campo	278
115382	–	G5	Campo	105
115383	5011	G0Vs	Campo	214
115617	5019	G5V	Campo	292
117176	5072	G5V	Campo	172
117939	–	G4V	Campo	87
118598	–	G4V	Campo	205
119550	–	G2V	Campo	156
120066	5183	G0.5IV-V	Subgigantes	276
120136	5185	F6IV	Campo	233

Table A.1: Tabela com as identificações da amostra e S/R. (continuação)

HD	HR	Tipo Espectral	Base de Dados	S/R
120237	5189	G3IV-V	Campo	196
121370	5235	G0IV	Subgigantes	255
121384	5236	G6IV-V	Subgigantes	169
122862	5279	F9.5V	Campo	196
124553	5322	F9V	Subgigantes	144
124570	5323	F6IV	Campo	262
124850	5338	F7IV	Campo	296
125184	5353	G5IV	Subgigantes	162
126868	5409	G2IV	Campo	193
128620	5459	G2V	Campo	191
128621	5460	K1V	Campo	104
130948	5534	G1V	Campo	196
131117	5542	G1V	Campo	170
131156	5544A	G8V	Campo	235
131156	5544B	K4V	Campo	100
131923	5566	G4V	Campo	153
131977	5568	K4V	Campo	110
134664	–	G1.5V	Campo	92
136202	5694	F8III-IV	Campo	234
136352	5699	G4V	Campo	234
137510	5740	G0IV-V	Subgigantes	130
138573	–	G5IV-V	Campo	155
140538	5853	G2.5V	Campo	141
140690	–	G5V	Campo	188
141004	5868	G0V	Campo	219
142072	–	G5V	Campo	123
143337	–	G3V	Campo	154
143761	5968	G0Va	Campo	344
145825	–	G3V	Campo	152
146233	6060	G2Va	Campo	220
147513	6094	G5V	Uma	226
148577	–	G5V	Campo	100
150248	–	G3V	Campo	106
152391	–	G8.5V	Campo	135
153458	–	G0	Campo	152
154417	6349	F8.5IV-V	Campo	184
154931	–	G0	HR 1614	203

Table A.1: Tabela com as identificações da amostra e S/R. (continuação)

HD	HR	Tipo Espectral	Base de Dados	S/R
154962	6372	G6IV-V	Subgigantes	118
155114	–	G3V	Campo	103
156274	6416	G8V	Campo	207
156846	6441	G1V	Subgigantes	137
157060	6454	F9V	Subgigantes	195
157089	–	F9V	Campo	126
157750	–	G3V	Campo	123
158614	–	G9IV-V	ζ Reticuli	148
159222	6538	G5V	Campo	97
159332	6541	F6V	Campo	258
159656	–	G1V	Campo	123
160691	6585	G3IV-V	Campo	174
161239	6608	G2IIIb	Subgigantes	128
161612	–	G8V	HR 1614	188
161797	6623A	G5IV	Campo	148
162396	6649	F8IV-V	Campo	195
164507	6722	G5IV	Subgigantes	118
164595	–	G2V	Campo	178
165185	6748	G1V	Ursa Maior	204
165499	6761	G0V	Campo	169
167665	6836	F8V	Campo	56
169830	6907	F9V	Campo	243
170829	6950	G8IV	Subgigantes	118
171990	6994	F8V	Subgigantes	147
172051	6998	G6V	Campo	324
175425	–	G0	Campo	138
177565	7232	G5IV	Campo	154
179949	7291	F8.5V	Campo	222
181321	7330	G2V	Campo	154
182572	7373	G8IV	Campo	84
182619	–	G5	Campo	137
182807	7386	F7V	Subgigantes	203
183577	–	F6V	Subgigantes	237
187013	7534	F7V	Campo	279
187237	–	G2III	Campo	124
187691	7560	F8V	Subgigantes	223

Table A.1: Tabela com as identificações da amostra e S/R. (continuação)

HD	HR	Tipo Espectral	Base de Dados	S/R
187923	7569	G0V	Subgigantes	152
188376	7597	G5V	Campo	220
189567	7644	G3V	Campo	171
189625	–	G5V	Campo	114
190248	7665	G7IV	Campo	128
190406	7672	G1V	Campo	159
190580	–	G3V	Subgigantes	213
190771	7683	G5IV	Campo	143
191408	7703	K3V	Campo	127
191487	–	G3V	Campo	85
193307	7766	G0V	Campo	257
194640	–	G8V	HR 1614	228
195564	7845	G2.5IV	Subgigantes	194
195838	7855	G0V	Subgigantes	143
196050	–	G3V	Campo	173
196378	7875	F8V	ζ Reticuli	240
196755	7896	G5IV	Campo	156
196761	7898	G8V	Campo	193
196800	–	G1/G2V	HR 1614	62
196885	7907	F8IV	Subgigantes	206
197210	–	G0	Campo	216
198802	7994	G1V	Subgigantes	184
199288	–	G0V	Campo	180
199960	8041	G1V	Campo	171
201242	–	F7V	Subgigantes	182
202072	–	G5	Campo	93
203608	8181	F6V	Campo	272
205390	–	K1V	Campo	188
206301	8283	G2V	Subgigantes	219
206860	8314	G0V	Campo	163
207043	–	G5V	Campo	101
207129	8323	G2V	Campo	187
209100	8387	K5V	Campo	162
210277	–	G0	HR 1614	88

Table A.1: Tabela com as identificações da amostra e S/R. (continuação)

HD	HR	Tipo Espectral	Base de Dados	S/R
210460	8455	G0V	Subgigantes	222
210918	–	G5V	Campo	199
211415	8501	G3V	Campo	218
211786	–	G5	Campo	107
211998	–	G8III	Subgigantes	233
212330	8531	G3IV	Subgigantes	261
212708	–	G6IV	HR 1614	93
213042	–	K5V	HR 1614	48
213429	8581	F7V	Campo	239
213575	–	G0	Campo	207
214953	8635	G0V	Campo	186
215028	–	G5	Campo	65
216385	8697	F7IV	Campo	351
216435	8700	G0V	Campo	177
216436	–	G4V	Campo	80
216437	8710	G2.5IV	Subgigantes	148
217014	8729	G5V	Campo	255
217107	8734	G8IV	Campo	133
217166	8737	G5VF	Subgigantes	148
219077	8829	G8V	Subgigantes	133
219834	8866	G6/G8IV	Subgigantes	145
221343	–	G2V	Campo	96
221420	8935	G2IV-V	Subgigantes	121
221627	–	G2IV	Campo	216
224022	9046	F8IV	Subgigantes	214
225045	9095	F6/F7V	Subgigantes	257
282962	–	G5	Plêiades	84
282975	–	G6V	Plêiades	80
13612A	650	F8V	Subgigantes	172
13612B	–	G4	Subgigantes	180
BD+15 3364	–	G0	Campo	156
BD+23 527	–	G0V	Plêiades	80

B

Anexo B

Neste segundo anexo, listamos na tabela B.1 os parâmetros atmosféricos selecionados da literatura, como T_{eff} , $[\text{Fe}/\text{H}]$, $\log g$; e suas respectivas classificações segundo os critérios apresentados no início do capítulo 4. A metalicidade corrigida, que foi calculada de acordo com a equação 4.2, também é mostrada na tabela A. As referências com * são referentes à trabalhos ainda em preparação, porém, maiores detalhes podem ser encontrados nos trabalhos originais (monografias e dissertações) citadas nas referências finais do texto.

Na tabela B.2, listamos os índices de cor utilizados nos cálculos das temperaturas efetivas fotométricas. Os índices $B - V$ e $B_T - V_T$ foram retirados do catálogo HIPPARCOS, e o índice de cor $b - y$ foi obtido da literatura dando preferência para os trabalhos de Olsen (1993,1994) e Olsen (1983). Todos os índices $b - y$ mostrados na tabela B.2 foram corrigidos para o sistema de Olsen (1993) quando necessário. O código de referências dos índice $b - y$ está ilustrado ao fim da tabela. As colunas de 6 a 8 da mesma tabela apresentam as temperaturas efetivas fotométricas calculadas segundo as equações 4.3 a 4.5. Também listadas estão a temperatura efetiva fotométrica média, a temperatura efetiva de $\text{H}\alpha$ e a temperatura efetiva adotada.

Table B.1: Parâmetros estelares selecionados da literatura.

HD	T_{eff}	$[\text{Fe}/\text{H}]$	$\log g$	$[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{cor}}$	Referência	Tipo
122862	5951	-0.15	4.18	-0.16	–	–
195838	6059	-0.25	4.12	-0.31	Balachandran 1990	F
13612A	6097	-0.11	4.15	-0.20	Balachandran 1990	F
111199	6148	-0.13	3.9	-0.24	Balachandran 1990	F
103026	6183	-0.06	4.26	-0.21	Balachandran 1990	F
154417	6167	0.09	4.48	-0.01	Bensby 2003	E
216437	5800	-0.11	4.1	-0.11	Bensby 2003	E
136352	5650	-0.34	4.3	-0.35	Bensby 2003	E
190248	5585	0.37	4.26	0.42	Bensby 2003	E
161239	5840	0.25	3.79	0.24	Bensby 2003	E

Table B.1: Parâmetros estelares selecionados da literatura.(continuação)

HD	T_{eff}	[Fe/H]	$\log g$	$[Fe/H]_{\text{cor}}$	Referência	Tipo
152391	5470	-0.02	4.55	-0.02	Bensby 2003	E
199960	5940	0.27	4.26	0.27	Bensby 2003	E
30606	6250	0.06	3.91	-0.08	Bensby 2003	E
24616	5000	-0.71	3.13	-0.69	Bensby 2005	E
10700	5320	-0.5	4.3	-0.45	Castro 1999	E
1581	5970	-0.07	4.48	-0.09	Castro 1999	E
3795	5270	-0.7	3.75	-0.56	Castro 1999	E
14802	5830	0.03	3.87	0.08	Castro 1999	E
211415	5753	-0.25	4.27	-0.18	Castro 1999	E
18907	5020	-0.57	3.66	-0.57	Castro 1999	E
27685	5622	0.03	4.5	0.11	Cayrel 1985	F
206301	5682	-0.04	3.98	-0.12	Chen 2000	F
214953	5940	0.04	4.19	0.14	Da Silva & Porto de Mello 2000	E
65907	5830	-0.27	4.4	-0.25	Da Silva & Porto de Mello 2000	E
34721	5960	-0.1	4.21	-0.12	Da Silva & Porto de Mello 2000	E
43587	5950	0.01	4.36	-0.04	Da Silva & Porto de Mello 2000	E
207129	5900	0.07	4.48	-0.05	Da Silva & Porto de Mello 2000	E
36553	6020	0.27	3.73	0.24	Da Silva & Porto de Mello 2000	E
216435	5890	0.19	3.92	0.21	Da Silva & Porto de Mello 2000	E
32147	4850	0.25	4.4	0.11	De Silva 2007	E
210277	5500	0.24	4.3	0.25	De Silva 2007	E
212708	5600	0.27	4.3	0.23	De Silva 2007	E
213042	4800	0.23	4.3	0.20	De Silva 2007	E
37986	5500	0.31	4.3	0.30	De Silva 2007	E
196800	6000	0.03	4.4	-0.06	De Silva 2007	E
41593	5283	-0.01	4.39	0.06	Dopcke et al. 2010*	E
26923	6087	0.06	4.54	-0.03	Dopcke et al. 2010*	E
26913	5654	0.01	4.51	0.15	Dopcke et al. 2010*	E
115383	–	–	–	–	Dopcke et al. 2010*	E
39587	6043	0.1	4.56	0.05	Dopcke et al. 2010*	E
11131	5867	-0.02	4.47	-0.02	Dopcke et al. 2010*	E
159332	6243	-0.23	3.91	-0.28	Edvardsson 1993	F
112164	5953	0.24	4	0.24	Edvardsson 1993	F
14680	4945	-0.2	4.5	-0.48	Ferreira et al. 2010*	F
158614	5573	0.07	4.22	0.07	Ferreira et al. 2010*	E
20766	5694	-0.19	4.41	-0.19	Ferreira et al. 2010*	E
196378	6000	-0.22	3.6	-0.20	Ferreira et al. 2010*	E
2151	5880	-0.06	3.86	-0.07	Ferreira et al. 2010*	E
20807	5867	-0.21	4.44	-0.29	Ferreira et al. 2010*	E
120066	5873	0.11	4.23	0.09	Fischer & Valenti 2005	E
219834	5168	0.22	4.59	0.29	Fischer & Valenti 2005	E
198802	5767	0.04	3.96	0.02	Fischer & Valenti 2005	E

Table B.1: Parâmetros estelares selecionados da literatura.(continuação)

HD	T_{eff}	[Fe/H]	$\log g$	$[Fe/H]_{\text{cor}}$	Referência	Tipo
194640	5530	-0.03	4.49	-0.02	Fischer & Valenti 2005	E
137510	5966	0.37	3.99	0.31	Fischer & Valenti 2005	E
121384	5276	-0.44	3.8	-0.44	Fischer & Valenti 2005	E
210460	5658	-0.12	3.95	-0.26	Fischer & Valenti 2005	E
205390	5053	-0.18	4.62	-0.24	Fischer & Valenti 2005	E
131923	5702	0.11	4.44	0.10	Fischer & Valenti 2005	E
212330	5739	0.05	4.15	-0.07	Fischer & Valenti 2005	E
29859	6155	0.11	3.89	-0.03	Fischer & Valenti 2005	E
187923	5726	-0.13	4.28	-0.23	Fischer & Valenti 2005	E
164507	5647	0.19	3.93	0.07	Fischer & Valenti 2005	E
57853	5748	0.18	4.19	0.32	Gray 2006	F
211998	5486	-0.82	3.73	-1.00	Gray 2006	F
46569	6251	-0.13	3.69	-0.23	Gray 2006	F
221343	5860	0.11	4.48	0.02	Di Bartolo et al. 2010*	E
BD+15 3364	5734	0.01	4.3	0.04	Di Bartolo et al. 2010*	E
164595	5760	-0.06	4.36	-0.06	Di Bartolo et al. 2010*	E
207043	5806	0.03	4.5	0.00	Di Bartolo et al. 2010*	E
216436	5714	-0.05	4.4	-0.02	Di Bartolo et al. 2010*	E
8291	5796	-0.03	4.47	0.01	Di Bartolo et al. 2010*	E
138573	5740	-0.01	4.36	-0.01	Di Bartolo et al. 2010*	E
12264	5833	0.04	4.44	0.03	Di Bartolo et al. 2010*	E
71334	5695	-0.08	4.38	-0.11	Di Bartolo et al. 2010*	E
88084	5820	0.07	4.54	0.07	Di Bartolo et al. 2010*	E
28471	5773	0.02	4.29	0.00	Di Bartolo et al. 2010*	E
150248	5800	0.02	4.39	-0.01	Di Bartolo et al. 2010*	E
159656	5867	0.09	4.32	0.08	Di Bartolo et al. 2010*	E
98649	5714	-0.04	4.33	-0.00	Di Bartolo et al. 2010*	E
55720	5598	-0.17	4.53	-0.17	Ghezzi, L. 2005*	F
213575	5641	-0.07	4.18	-0.07	Ghezzi, L. 2005*	F
182619	5761	0.05	4.53	0.05	Ghezzi, L. 2005*	F
148577	5736	0.01	4.18	0.01	Ghezzi, L. 2005*	F
197210	5592	0.07	4.53	0.07	Ghezzi, L. 2005*	F
175425	5772	0.2	4.18	0.08	Ghezzi, L. 2005*	F
196050	5826	0.19	4.18	0.19	Ghezzi, L. 2005*	F
114260	5519	-0.04	4.53	-0.04	Ghezzi, L. 2005*	F
74698	5891	0.15	4.18	0.15	Ghezzi, L. 2005*	F
215028	5889	-0.36	4.18	-0.36	Ghezzi, L. 2005*	F
19308	5808	0.14	4.18	0.14	Ghezzi, L. 2005*	F
61033	5650	0.05	4.53	0.05	Ghezzi, L. 2005*	F
111398	5739	0.07	4.18	0.07	Ghezzi, L. 2005*	F
21411	5516	-0.09	4.53	-0.09	Ghezzi, L. 2005*	F
24040	5902	0.19	4.18	0.19	Ghezzi, L. 2005*	F

Table B.1: Parâmetros estelares selecionados da literatura.(continuação)

HD	T_{eff}	[Fe/H]	$\log g$	$[Fe/H]_{\text{cor}}$	Referência	Tipo
25918	5897	0.22	4.53	0.22	Ghezzi, L. 2005*	F
69809	5837	0.2	4.18	0.20	Ghezzi, L. 2005*	F
64114	5653	0.16	4.53	0.16	Ghezzi, L. 2005*	F
13531	5717	0.07	4.53	0.07	Ghezzi, L. 2005*	F
15942	5891	0.39	4.18	0.39	Ghezzi, L. 2005*	F
20010	6280	-0.24	4.26	-0.27	Luck & Heiter 2005	E
196761	5465	-0.22	4.41	-0.17	Luck & Heiter 2005	E
104304	5690	0.35	4.45	0.24	Luck & Heiter 2005	E
84117	6215	-0.12	4.47	-0.14	Luck & Heiter 2005	E
22049	5200	-0.04	4.5	-0.05	Luck & Heiter 2005	E
16160	5000	-0.07	4.5	-0.06	Luck & Heiter 2005	E
131977	4575	0.09	4.28	0.12	Luck & Heiter 2005	E
141004	5940	-0.06	4.31	-0.10	Luck & Heiter 2005	E
140538	5735	0.05	4.52	0.00	Luck & Heiter 2005	E
30495	5925	0.01	4.63	-0.07	Luck & Heiter 2005	E
161797	5540	0.24	3.95	0.33	Luck & Heiter 2005	E
114710	6075	0.02	4.55	-0.06	Luck & Heiter 2005	E
20630	5700	0.05	4.55	0.11	Luck & Heiter 2005	E
23249	5100	0.18	3.8	0.28	Luck & Heiter 2005	E
115617	5585	0.02	4.35	0.01	Luck & Heiter 2005	E
172051	5700	-0.24	4.55	-0.29	Luck & Heiter 2005	E
188376	5546	0.07	3.92	0.00	Luck & Heiter 2006	E
131156	5465	-0.14	4.38	0.06	Luck & Heiter 2006	E
187691	6156	0.11	4.4	-0.03	Luck & Heiter 2006	E
217107	5749	0.41	4.34	0.34	Luck & Heiter 2006	E
120136	6629	0.44	4.75	0.26	Luck & Heiter 2006	E
179949	6197	0.2	4.47	0.16	Luck & Heiter 2006	E
121370	6035	0.28	3.94	0.26	Luck & Heiter 2006	E
117176	5600	-0.06	4.09	-0.12	Luck & Heiter 2006	E
12235	6202	0.33	4.43	0.13	Luck & Heiter 2006	E
169830	6395	0.06	4.37	-0.07	Luck & Heiter 2006	E
182572	5730	0.44	4.24	0.35	Luck & Heiter 2006	E
76151	5765	0.08	4.44	0.10	Luck & Heiter 2006	E
217014	5723	0.26	4.21	0.27	Luck & Heiter 2006	E
154931	5910	-0.1	4	-0.15	Mishenina 2004	F
130948	5943	-0.05	4.4	-0.03	Mishenina 2008	F
206860	5927	-0.07	4.6	-0.05	Mishenina 2008	F
190406	5905	0.05	4.3	0.05	Mishenina 2008	F
191487	5820	-0.01	4.24	-0.01	Porto de Mello et al. 2010*	F
4308	5720	-0.29	4.44	-0.29	Porto de Mello et al. 2010*	F
28821	5690	-0.08	4.58	-0.08	Porto de Mello et al. 2010*	F
94340	5870	0.14	3.99	0.13	Porto de Mello et al. 2010*	F

Table B.1: Parâmetros estelares selecionados da literatura.(continuação)

HD	T_{eff}	[Fe/H]	$\log g$	$[Fe/H]_{\text{cor}}$	Referência	Tipo
134664	5810	0.13	4.36	0.14	Porto de Mello et al. 2010*	F
155114	5830	-0.02	4.46	-0.03	Porto de Mello et al. 2010*	F
211786	5780	-0.09	4.42	-0.07	Porto de Mello et al. 2010*	F
73350	5830	0.14	4.45	0.11	Porto de Mello et al. 2010*	F
115382	5780	-0.08	4.4	-0.08	Porto de Mello et al. 2010*	F
190771	5840	0.19	4.56	0.18	Porto de Mello et al. 2010*	F
140690	5780	0.06	4.04	0.06	Porto de Mello et al. 2010*	F
105901	5840	-0.01	4.5	-0.00	Porto de Mello et al. 2010*	F
105590	5790	0.02	4.58	0.00	Porto de Mello et al. 2010*	F
143337	5750	-0.19	4.36	-0.18	Porto de Mello et al. 2010*	F
25874	5770	0.04	4.04	0.04	Porto de Mello et al. 2010*	F
145825	5840	0.07	4.52	0.06	Porto de Mello et al. 2010*	F
146233	5790	-0.03	4.48	-0.11	Porto de Mello et al. 2010*	F
221627	5790	0.17	4.14	0.19	Porto de Mello et al. 2010*	F
119550	5830	0.02	3.98	-0.01	Porto de Mello et al. 2010*	F
24293	5760	-0.04	4.1	-0.08	Porto de Mello et al. 2010*	F
142072	5790	0.2	4.46	0.20	Porto de Mello et al. 2010*	F
153458	5850	0.2	4.44	0.18	Porto de Mello et al. 2010*	F
118598	5800	0.02	4.52	-0.02	Porto de Mello et al. 2010*	F
202072	5750	-0.17	4.48	-0.18	Porto de Mello et al. 2010*	F
13724	5820	0.24	4.16	0.22	Porto de Mello et al. 2010*	F
159222	5850	0.14	4.34	0.15	Porto de Mello et al. 2010*	F
157750	5840	0.21	4.54	0.21	Porto de Mello et al. 2010*	F
117939	5730	-0.1	4.44	-0.06	Porto de Mello et al. 2010*	F
189625	5870	0.27	4.45	0.23	Porto de Mello et al. 2010*	F
27859	6050	0.14	4.4	0.00	Paulson 2003	E
28992	5900	0.12	4.4	0.12	Paulson 2003	E
28344	6000	0.18	4.4	0.08	Paulson 2003	E
28099	5800	0.1	4.4	0.11	Paulson 2003	E
76932	5874	-0.84	4.14	-0.75	Peloso 2005 (1)	F
160691	5736	0.28	4.9	0.25	Peloso 2005 (1)	F
43947	5940	-0.27	4.32	-0.28	Peloso 2005 (1)	F
16417	5821	0.13	4.07	0.11	Peloso 2005 (1)	F
131117	5994	0.1	3.96	0.07	Peloso 2005 (1)	F
9562	5794	0.16	3.95	0.28	Peloso 2005 (1)	F
199288	5785	-0.59	4.35	-0.54	Peloso 2005 (1)	F
102365	5705	-0.29	4.43	-0.33	Peloso 2005 (1)	F
203608	6057	-0.67	4.31	-0.70	Peloso 2005 (1)	F
63077	5752	-0.76	4.15	-0.75	Peloso 2005 (1)	F
30562	5883	0.19	4.09	0.09	Peloso 2005 (3)	F
59984	5968	-0.67	3.96	-0.73	Peloso 2005 (3)	F

Table B.1: Parâmetros estelares selecionados da literatura.(continuação)

HD	T_{eff}	[Fe/H]	$\log g$	$[Fe/H]_{\text{cor}}$	Referência	Tipo
52298	6305	-0.31	4.41	-0.33	Peloso 2005 (3)	F
162396	6072	-0.37	4.08	-0.41	Peloso 2005 (3)	F
210918	5733	-0.09	4.27	-0.05	Peloso 2005 (3)	F
1461	5727	0.17	4.33	0.22	Peloso 2005 (3)	F
196755	5665	0.04	3.7	-0.015	Peloso 2005 (3)	F
193307	5999	-0.24	4.11	-0.25	Peloso 2005 (3)	F
22879	5928	-0.76	4.34	-0.73	Peloso 2005 (3)	F
22484	5983	-0.03	4.11	0.03	Peloso 2005 (3)	F
157089	5827	-0.47	4.09	-0.45	Peloso 2005 (3)	F
189567	5704	-0.22	4.36	-0.22	Peloso 2005 (3)	F
187237	5850	0.16	4.48	0.12	Porto de Mello et al. 2010*	E
128621	5316	0.25	4.44	0.15	Porto de Mello & Lyra 2008	E
128620	5847	0.24	4.34	0.22	Porto de Mello & Lyra 2008	E
13421	6100	0.23	3.8	0.09	Randich 1999	F
62644	5365	-0.06	3.7	-0.06	Randich 1999	F
16589	6194	0.15	3.9	0.09	Randich 1999	F
126868	5521	-0.06	3.3	-0.03	Randich 1999	F
156846	5989	0.11	3.9	0.17	Randich 1999	F
120237	6021	0.09	4.4	0.16	Randich 1999	F
1835	5890	0.21	4.52	0.18	Porto de Mello et al. 2010*	E
213429	6180	-0.01	4.42	-0.13	Porto de Mello et al. 2010*	E
181321	5810	-0.06	4.34	-0.04	Porto de Mello et al. 2010*	E
177565	5630	0.08	4.42	0.11	Porto de Mello et al. 2010*	E
53705	5810	-0.22	4.32	-0.21	Porto de Mello et al. 2010*	E
50806	5610	0.02	4.12	0.04	Porto de Mello et al. 2010*	E
25457	5820	-0.09	4.38	-0.12	Porto de Mello et al. 2010*	E
33021	5750	-0.2	4.14	-0.16	Porto de Mello et al. 2010*	E
7570	6140	0.18	4.39	0.17	Santos 2004	E
69830	5410	-0.03	4.38	-0.07	Santos 2004	E
19994	6190	0.24	4.19	0.22	Santos 2004	E
10647	6143	-0.03	4.48	-0.07	Santos 2004	E
17051	6252	0.26	4.61	0.19	Santos 2004	E
43834	5594	0.1	4.41	0.11	Santos 2004	E
209100	4629	-0.06	4.36	0.07	Santos 2004	E
191408	5005	-0.55	4.38	-0.47	Santos 2004	E
143761	5853	-0.21	4.41	-0.26	Santos 2004	E
4391	5878	-0.03	4.74	-0.06	Santos 2004	E
165185	5942	0.02	4.53	-0.02	Santos 2005	E
156274	5300	-0.33	4.41	-0.34	Santos 2005	E
165499	5950	0.01	4.31	0.00	Santos 2005	E
282962	–	0	4.5	–	Schilbach 1995	–
282975		0	4.5	–	Schilbach 1995	–

Table B.1: Parâmetros estelares selecionados da literatura.(continuação)

HD	T_{eff}	[Fe/H]	$\log g$	$[Fe/H]_{\text{cor}}$	Referência	Tipo
BD+23 527	—	0	4.5	—	Schilbach 1995	—
224022	6134	0.15	4.3	0.05	Sousa 2006	E
85380	6108	0.16	4.13	0.15	Sousa 2006	E
124553	6125	0.28	4.22	0.18	Sousa 2006	E
196885	6340	0.29	4.46	0.13	Sousa 2006	E
154962	5827	0.032	4.17	-0.06	Sousa 2008	E
147513	5858	0.03	4.5	0.02	Sousa 2008	E
4307	5812	-0.23	4.1	-0.28	Sousa 2008	E
125184	5810	0.38	4.26	0.22	Sousa 2008	E
195564	5676	0.06	4.03	0.01	Sousa 2008	E
221420	5847	0.33	4.03	0.27	Sousa 2008	E
161612	5616	0.16	4.45	0.14	Sousa 2008	E
44120	6052	0.12	4.25	0.04	Sousa 2008	E
108309	5775	0.12	4.23	0.07	Sousa 2008	E
114613	5729	0.19	3.97	0.19	Sousa 2008	E
171990	6045	0.06	4.14	-0.13	Sousa 2008	E
88218	5878	-0.14	4.16	-0.18	Sousa 2008	E
3823	6022	-0.28	4.31	-0.41	Sousa 2008	E
219077	5362	-0.13	4	-0.13	Sousa 2008	E
11964	5332	0.08	3.9	0.05	Sousa 2008	E
10697	5628	0.13	3.91	0.10	Takeda 2005	E
16673	6321	0.05	4.43	0.04	Takeda 2005	E
124570	6109	0.07	3.85	0.05	Takeda 2005	E
187013	6455	0.03	4.26	-0.09	Takeda 2005	E
124850	6374	-0.01	4.08	-0.19	Takeda 2005	E
14214	6062	0.17	4.16	0.07	Takeda 2005	E
216385	6229	-0.19	3.87	-0.21	Takeda 2005	E
15335	5846	-0.2	3.8	-0.24	Takeda 2007	E
32923	5655	-0.2	3.92	-0.25	Takeda 2007	E
215942	5638	-0.23	4.19	-0.16	Porto de Mello et al. 2010*	E
136202	6000	-0.02	3.5	0.03	Yong 2003	E

Table B.2: Escalas de temperatura da amostra.

HD	$B - V$	$B_T - V_T$	$b - y$	Referência	$T_{\text{eff}}(B - V)$	$T_{\text{eff}}(B_T - V_T)$	$T_{\text{eff}}(b - y)$	$T_{\text{eff}}(\text{Fot})$	$T_{\text{eff}}(\text{H}\alpha)$	$T_{\text{eff}}(\text{med})$	$\sigma(\text{med})$
1461	0.674	0.764	0.422	a,b	5780.0	5792.1	5784.6	5785	5803	5794	50
1581	0.576	-	0.369	a,b	5985.1	-	6056.1	6027	5929	5978	50
1835	-	0.758	0.420	a,b	5814.2	5794.2	5789.5	5798	5846	5822	50
2151	0.618	-	0.379	a,b	5863.5	-	5995.8	5941	5863	5902	50
3795	0.718	0.799	0.443	a,b	5400.1	5413.9	5449.3	5424	5506	5465	50
3823	0.564	0.611	0.364	a,b	5940.9	5959.8	6021.2	5979	5802	5891	50
4307	0.603	0.686	0.387	a,b	5851.0	5806.9	5895.0	5856	5723	5789	50
4308	0.655	0.723	0.402	a,b	5686.8	5712.0	5794.2	5738	5727	5733	50
4391	0.635	0.705	0.400	a,b	5814.8	5834.6	5860.7	5839	5829	5834	50
7570	0.571	0.626	0.383	a,b	6068.6	6095.8	6024.7	6059	6122	6090	50
8291	0.638	0.736	-	a	5825.2	5783.2	-	5804	5860	5832	50
9562	0.639	0.709	0.408	a,b	5899.3	5939.0	5888.3	5907	5986	5946	50
10647	0.551	0.589	0.373	a,b	6067.4	6113.6	6037.6	6069	6074	6072	50
10697	0.72	0.783	0.442	a,b	5608.8	5705.7	5627.5	5646	5582	5614	50
10700	0.727	-	0.435	a,b	5407.5	-	5532.6	5480	5409	5445	50
11131	0.654	0.711	0.399	a,b	5769.7	5834.7	5877.3	5833	5873	5853	50
11964	0.817	0.947	0.509	a,b	5303.2	5297.5	5180.7	5252	5290	5271	50
12235	0.61	0.677	0.382	a,b	5943.2	5964.6	6021.1	5981	5869	5925	50
12264	0.66	0.736	0.401	a,b	5764.3	5789.5	5874.2	5817	5810	5813	50
13421	0.569	0.608	0.360	a,b	6053.2	6113.5	6153.5	6112	5861	5987	50
13531	0.7	0.798	0.438	a,c	5658.0	5657.9	5647.3	5654	5717	5685	50
13724	0.667	0.746	0.420	a,c	5802.3	5835.8	5799.0	5811	5790	5801	50
14214	0.588	0.648	0.379	a,d	5993.3	6015.0	6026.8	6013	5902	5958	50
14680	0.918	1.901	0.520	a,b	4776.9	-	4944.8	4875	4470	4740	90
14802	0.608	0.678	0.399	a,c	5935.6	5946.2	5902.3	5925	5915	5920	50
15335	0.591	0.646	0.387	a,b	5901.3	5923.2	5905.6	5910	5785	5847	50
15942	0.666	0.751	0.419	a,c	5855.7	5884.8	5846.3	5861	5890	5875	50

Table B.2: Escalas de temperatura da amostra. (continuação)

HD	$B - V$	$B_T - V_T$	$b - y$	Referência	$T_{\text{eff}}(B - V)$	$T_{\text{eff}}(B_T - V_T)$	$T_{\text{eff}}(b - y)$	$T_{\text{eff}}(\text{Fot})$	$T_{\text{eff}}(\text{H}\alpha)$	$T_{\text{eff}}(\text{med})$	$\sigma(\text{med})$
16160	0.918	–	0.552	a,b	4953.0	–	4864.4	4901	5015	4939	90
16417	0.653	0.73	0.419	a,c	5809.6	5832.7	5777.2	5803	5785	5794	50
16589	0.521	0.563	0.353	a,c	6196.5	6220.3	6201.7	6206	6091	6148	50
16673	0.524	0.554	0.332	a,e	6175.5	6228.0	6325.0	6252	6300	6276	50
17051	0.561	0.625	0.369	a,c	6102.6	6103.6	6120.1	6110	6131	6121	50
18907	0.794	0.918	0.504	a,c	5149.3	5092.6	5029.4	5083	5028	5056	50
19308	0.672	0.723	0.423	a,c	5762.8	5860.2	5762.2	5792	5808	5800	50
19994	0.575	0.623	0.375	a,c	6070.1	6118.1	6087.6	6092	6157	6124	50
20010	0.543	0.547	0.369	a,b	6042.2	6163.1	6019.7	6069	6225	6147	50
20630	0.681	0.756	0.415	a,b	5727.0	5772.1	5803.6	5772	5800	5786	50
20766	0.641	–	0.404	a,b	5759.9	–	5804.5	5786	5701	5743	50
20807	0.6	–	0.383	a,b	5859.6	–	5921.0	5895	5739	5817	50
21411	0.716	0.825	0.443	a,c	5558.4	5530.3	5571.3	5555	5516	5536	50
22049	0.881	1.032	0.498	a,b	5070.9	5044.3	5222.1	5124	5187	5156	50
22484	0.575	0.626	0.363	a,b	6019.5	6052.6	6121.2	6071	6076	6073	50
22879	0.554	0.581	0.369	a,b	5892.9	5948.7	5918.4	5920	5976	5948	50
23249	0.915	1.077	0.552	a,b	5103.6	5105.3	4975.1	5052	5268	5160	50
24040	0.653	0.754	0.421	a,c	5833.7	5805.8	5785.9	5806	5902	5854	50
24293	0.658	0.727	0.418	a,c	5738.1	5773.2	5736.2	5748	5690	5719	50
24616	0.82	0.932	0.507	a,c	5018.5	4999.9	4974.6	4995	5036	5016	50
25457	0.516	0.559	0.346	a,b	6163.3	6174.4	6202.6	6183	5774	5978	50
25874	0.667	0.747	0.416	a,b	5747.4	5768.1	5780.1	5767	5770	5769	50
25918	0.725	0.822	0.440	a,b	5632.6	5660.3	5670.7	5656	5897	5777	50
26913	0.68	0.751	0.424	a,b	5741.5	5820.6	5754.9	5771	5883	5827	50
26923	0.57	0.641	0.379	a,c	6020.3	5999.7	6004.9	6008	5938	5973	50
27685	0.677	0.77	0.422	a,b	5739.5	5740.0	5759.0	5748	5759	5753	50
27859	0.599	0.626	0.387	a,b	5939.3	6053.8	5958.4	5988	5810	5899	50

Table B.2: Escalas de temperatura da amostra. (continuação)

HD	$B - V$	$B_T - V_T$	$b - y$	Referência	$T_{\text{eff}}(B - V)$	$T_{\text{eff}}(B_T - V_T)$	$T_{\text{eff}}(b - y)$	$T_{\text{eff}}(\text{Fot})$	$T_{\text{eff}}(\text{H}\alpha)$	$T_{\text{eff}}(\text{med})$	$\sigma(\text{med})$
28099	0.664	0.78	0.412	a,b	5776.6	5714.6	5822.3	5777	5812	5794	50
28344	0.609	0.653	0.390	a,b	5932.6	6005.3	5958.3	5965	5835	5900	50
28471	0.65	0.717	0.399	a,b	5786.7	5826.0	5881.2	5837	5740-	5789	50
28821	0.683	0.747	0.427	a,c	5661.4	5723.9	5677.8	5687	5685	5686	50
28992	0.631	0.694	0.398	a,b	5878.7	5921.9	5916.1	5907	5903	5905	50
29859	0.544	0.598	0.356	a,c	6100.0	6104.8	6156.0	6124	5929	6027	50
30495	0.632	0.71	0.407	a,c	5822.1	5820.3	5815.7	5819	5799	5809	50
30562	0.631	0.709	0.403	a,b	5869.9	5876.2	5876.6	5875	5718	5796	50
30606	0.537	0.585	0.356	a,c	6107.1	6120.0	6143.9	6126	6011	6069	50
32147	1.049	1.265	0.598	a,b	4634.1	4572.7	4622.0	4611	4612	4611	90
32923	0.657	0.722	0.409	a,b	5691.2	5727.1	5756.0	5728	5572	5650	50
33021	0.625	0.682	0.402	a,b	5817.8	5858.8	5824.7	5833	5823	5828	50
34721	0.572	0.628	0.373	a,c	5991.5	6004.6	6025.0	6009	5931	5970	50
36553	0.615	0.685	0.390	a,c	5958.3	5981.2	5995.4	5980	5966	5973	50
37986	0.801	0.902	0.477	a,b	5438.3	5509.1	5455.6	5467	5476	5471	50
39587	0.594	0.659	0.376	a,b	5970.0	5982.5	6042.8	6003	5966	5985	50
41593	0.814	0.946	-	a	5313.0	5301.0	-	5307	5395	5351	50
43587	0.61	0.675	0.394	a,c	5894.9	5912.5	5901.9	5903	5859	5881	50
43834	0.714	0.829	0.443	a,b	5629.8	5601.1	5623.5	5619	5614	5616	50
43947	0.562	0.604	0.377	a,b	5981.1	6016.7	5962.8	5984	5925	5955	50
44120	0.593	0.644	-	a	5970.6	6015.5	-	5993	5927	5960	50
46569	0.534	0.586	0.347	a,b	6081.7	6077.2	6173.8	6118	6090	6104	50
50806	0.708	0.8	0.437	a,b	5623.1	5639.9	5642.6	5636	5636	5636	50
52298	0.477	0.5	0.320	a,b	6236.4	6267.8	6333.3	6285	6266	6276	50
53705	0.624	0.685	0.396	a,b	5804.8	5832.5	5851.1	5832	5821	5827	50
55720	0.705	0.798	0.437	a,b	5566.5	5565.7	5589.9	5576	5598	5587	50
57853	-	-	0.380	b	-	-	6075.7	6076	5977	6026	50

Table B.2: Escalas de temperatura da amostra. (continuação)

HD	$B - V$	$B_T - V_T$	$b - y$	Referência	$T_{\text{eff}}(B - V)$	$T_{\text{eff}}(B_T - V_T)$	$T_{\text{eff}}(b - y)$	$T_{\text{eff}}(\text{Fot})$	$T_{\text{eff}}(\text{H}\alpha)$	$T_{\text{eff}}(\text{med})$	$\sigma(\text{med})$
59984	0.54	0.566	0.354	a,b	5939.7	5990.1	6022.5	5989	5866	5927	50
61033	0.724	0.84	0.450	a,c	5579.8	5550.2	5561.7	5564	5650	5607	50
62644	0.765	0.864	0.471	a,b	5417.3	5445.3	5394.1	5416	5357	5387	50
63077	0.589	-	0.387	a,b	5769.5	-	5788.0	5780	5761	5771	50
64114	0.721	0.795	0.438	a,b	5624.7	5699.4	5668.1	5665	5653	5659	50
65907	0.573	0.618	0.371	a,c	5953.2	5988.8	6007.1	5986	5858	5922	50
69809	0.674	0.752	0.423	a,c	5775.2	5814.1	5771.4	5785	5837	5811	50
69830	0.754	0.882	0.459	a,c	5449.4	5399.6	5472.3	5444	5345	5394	50
71334	0.643	0.746	0.408	a,b	5776.2	5717.3	5796.6	5767	5648	5707	50
73350	0.655	0.731	0.405	a,b	5804.1	5830.9	5868.1	5838	5780	5809	50
74698	0.665	0.744	0.418	a,b	5786.7	5814.9	5794.2	5798	5892	5845	50
76151	0.661	0.752	0.412	a,b	5783.1	5777.6	5820.4	5797	5797	5797	50
76932	0.521	0.556	0.368	a,b	5999.0	6012.8	5921.4	5972	6025	5998	50
84117	0.534	0.581	0.366	a,b	6103.6	6115.0	6064.8	6091	6188	6140	50
85380	0.577	0.628	0.368	a,b	6046.7	6086.2	6116.1	6087	6096	6091	50
88084	0.649	0.712	0.399	a,b	5810.2	5861.9	5897.5	5861	5820	5841	50
88218	0.615	0.663	0.404	a,b	5841.2	5897.4	5805.1	5843	5806	5825	50
94340	0.645	0.702	0.398	a,b	5838.5	5904.6	5917.1	5890	5847	5869	50
98649	0.658	0.741	0.405	a,b	5761.5	5766.9	5841.2	5796	5775	5785	50
102365	0.664	-	0.411	a,b	5646.3	-	5724.2	5692	5644	5668	50
103026	0.554	0.588	0.363	a,c	6023.7	6077.0	6071.1	6059	5934	5997	50
104304	0.76	0.883	0.464	a,b	5538.0	5529.3	5523.4	5529	5510	5520	50
105590	0.666	0.753	0.420	a,b	5738.9	5740.0	5744.8	5742	5760	5751	50
105901	0.626	0.728	0.395	a,b	5857.9	5798.0	5906.3	5860	5850	5855	50
108309	0.674	0.753	0.428	a,b	5736.5	5765.8	5710.5	5735	5697	5716	50
111199	0.538	0.585	0.363	a,c	6065.7	6075.6	6064.4	6068	5963	6016	50
111398	0.66	0.724	0.425	a,b	5777.3	5833.4	5729.1	5775	5739	5757	50

Table B.2: Escalas de temperatura da amostra. (continuação)

HD	$B - V$	$B_T - V_T$	$b - y$	Referência	$T_{\text{eff}}(B - V)$	$T_{\text{eff}}(B_T - V_T)$	$T_{\text{eff}}(b - y)$	$T_{\text{eff}}(\text{Fot})$	$T_{\text{eff}}(\text{H}\alpha)$	$T_{\text{eff}}(\text{med})$	$\sigma(\text{med})$
112164	0.633	0.696	0.402	a,b	5906.8	5957.0	5918.3	5927	5954	5940	50
114260	0.718	0.834	0.452	a,b	5567.5	5527.1	5524.4	5538	5514	5526	50
114613	0.693	0.796	0.441	a,b	5717.0	5709.3	5657.0	5690	5732	5711	50
114710	0.572	0.645	0.366	a,b	6005.9	5980.0	6082.9	6029	5939	5984	50
115382	0.63	0.731	0.408	a,b	5825.3	5765.6	5804.3	5799	5787	5793	50
115383	0.585	0.644	0.375	a,b	-	-	-	-	5952	5998	50
115617	0.709	-	0.433	a,b	5610.6	-	5661.1	5640	5562	5601	50
117176	0.714	0.804	0.451	a,b	5553.5	5568.5	5509.4	5540	5493	5517	50
117939	0.669	0.738	0.409	a,b	5711.7	5754.8	5802.0	5761	5800	5781	50
118598	0.652	0.721	0.407	a,b	5774.1	5808.6	5823.7	5805	5730	5767	50
119550	0.631	0.698	0.411	a,b	5840.5	5867.6	5800.1	5832	5777	5805	50
120066	0.63	0.7	0.401	a,b	5874.0	5898.8	5890.4	5888	5848	5868	50
120136	0.508	0.534	0.320	a,b	6275.0	6333.5	6445.0	6362	6332	6347	50
120237	0.561	0.594	0.357	a,b	6096.3	6168.3	6188.8	6156	6142	6149	50
121370	0.58	0.67	0.390	a,c	6065.7	6022.5	6000.2	6026	6000	6013	50
121384	0.78	0.875	0.479	a,b	5239.9	5261.2	5236.7	5245	5279	5262	50
122862	0.581	0.637	0.376	a,b	5951.3	5967.8	5994.6	5974	5926	5950	50
124553	0.593	0.645	0.389	a,c	6005.6	6053.6	5986.9	6012	5951	5982	50
124570	0.537	0.595	0.354	a,b	6138.7	6132.8	6184.0	6155	6070	6113	50
124850	0.511	0.56	0.334	a,b	6162.9	6153.6	6268.3	6203	6081	6142	50
125184	0.723	-	0.454	a,b	5638.9	-	5581.7	5606	5546	5576	50
126868	0.693	0.768	0.437	a,b	5646.4	5690.8	5624.9	5651	5565	5608	50
128620	0.71	-	-	a	5676.2	-	-	5676	5813	5745	50
128621	0.9	-	-	a	5095.1	-	-	5095	5155	5125	50
130948	0.576	0.651	0.383	a,b	6002.7	5976.2	5979.3	5985	5981	5983	50
131117	0.605	0.662	0.389	a,b	5941.8	5980.9	5962.5	5962	5946	5954	50
131156	0.72	0.873	0.449	a,i	5594.0	5474.4	5570.3	5418	5483	50	

Table B.2: Escalas de temperatura da amostra. (continuação)

HD	$B - V$	$B_T - V_T$	$b - y$	Referência	$T_{\text{eff}}(B - V)$	$T_{\text{eff}}(B_T - V_T)$	$T_{\text{eff}}(b - y)$	$T_{\text{eff}}(\text{Fot})$	$T_{\text{eff}}(\text{H}\alpha)$	$T_{\text{eff}}(\text{med})$	$\sigma(\text{med})$
131923	0.708	0.782	0.443	a,b	5645.0	5708.6	5621.4	5655	5692	5673	50
131977	1.024	1.295	0.609	a,b	4712.8	4510.0	4554.5	4585	4620	4597	90
134664	0.662	0.739	0.411	a,b	5792.4	5822.8	5836.7	5820	5827	5823	50
136202	0.54	0.583	0.348	a,b	6125.6	6156.7	6219.5	6173	6083	6128	50
136352	0.639	0.702	0.409	a,b	5718.2	5743.3	5731.7	5731	5631	5681	50
137510	0.618	0.705	0.405	a,c	5970.8	5961.2	5917.4	5946	5872	5909	50
138573	0.656	0.745	0.413	a,b	5765.5	5754.9	5787.5	5771	5740	5756	50
140538	0.684	0.761	0.425	a,b	5685.4	5721.6	5712.8	5707	5659	5683	50
140690	0.659	0.729	0.415	a,b	5778.2	5819.1	5792.2	5796	5785	5791	50
141004	0.604	0.672	0.383	a,b	5897.3	5901.0	5962.3	5925	5869	5897	50
142072	0.67	0.749	0.420	a,b	5786.4	5820.3	5793.1	5799	5787	5793	50
143337	0.639	0.729	0.406	a,b	5766.6	5732.5	5791.7	5767	5760	5763	50
143761	0.612	0.673	0.404	a,b	5830.1	5848.6	5787.7	5818	5775	5797	50
145825	0.646	0.727	0.395	a,b	5816.5	5823.2	5921.3	5861	5825	5843	50
146233	0.652	0.736	0.400	a,b	5749.6	5743.0	5850.0	5789	5665	5727	50
147513	0.625	0.703	0.400	a,b	5867.4	5866.1	5879.1	5872	5840	5856	50
148577	0.664	0.739	0.416	a,c	5747.4	5776.5	5770.3	5765	5736	5751	50
150248	0.653	0.74	0.412	a,b	5775.0	5767.4	5794.3	5781	5752	5766	50
152391	0.749	0.856	0.456	a,b	5482.3	5484.5	5505.2	5492	5475	5484	50
153458	0.652	0.723	0.405	a,b	5834.3	5874.8	5885.2	5867	5820	5844	50
154417	0.578	0.633	0.376	a,b	6000.3	6024.0	6029.8	6019	5995	6007	50
154931	0.623	0.673	0.394	a,c	5826.1	5883.6	5877.8	5864	5829	5847	50
154962	0.697	0.784	0.440	a,b	5625.6	5641.7	5598.2	5619	5672	5646	50
155114	0.637	0.72	0.396	a,b	5816.6	5807.6	5893.2	5845	5810	5828	50
156274	0.764	-	0.482	a,b	5325.4	-	5244.3	5278	5284	5281	50
156846	0.578	0.655	0.377	a,c	6049.0	6029.6	6065.8	6050	6094	6072	50
157089	0.571	0.619	0.379	a,b	5907.3	5926.2	5910.3	5914	5852	5883	50

Table B.2: Escalas de temperatura da amostra. (continuação)

HD	$B - V$	$B_T - V_T$	$b - y$	Referência	$T_{\text{eff}}(B - V)$	$T_{\text{eff}}(B_T - V_T)$	$T_{\text{eff}}(b - y)$	$T_{\text{eff}}(\text{Fot})$	$T_{\text{eff}}(\text{H}\alpha)$	$T_{\text{eff}}(\text{med})$	$\sigma(\text{med})$
157750	0.67	0.721	0.405	a,b	5790.8	5890.2	5892.6	5862	5845	5854	50
158614	0.715	0.815	0.438	a,b	5613.2	5617.6	5645.0	5627	5573	5600	50
159222	0.639	0.722	0.404	a,b	5862.0	5864.6	5883.1	5871	5860	5866	50
159332	0.505	0.529	0.334	a,i	6159.9	6206.8	6249.7	6211	6159	6185	50
159656	0.641	0.711	0.405	a,b	5836.9	5867.6	5861.0	5856	5850	5853	50
160691	0.694	0.786	0.433	a,b	5730.9	5752.6	5721.8	5734	5678	5706	50
161239	0.683	0.747	0.425	a,c	5761.9	5840.8	5770.6	5789	5827	5808	50
161612	0.748	0.852	0.447	a,b	5539.3	5559.6	5605.7	5572	5587	5580	50
161797	0.75	0.856	0.474	a,b	5596.2	5626.4	5483.5	5559	5686	5623	50
162396	0.523	0.563	0.347	a,b	6072.0	6084.6	6136.0	6102	6001	6051	50
164507	0.747	0.83	0.463	a,b	5518.3	5582.7	5483.6	5524	5450	5487	50
164595	0.635	0.722	0.404	a,b	5815.8	5794.5	5835.3	5817	5767	5792	50
165185	0.615	0.666	0.388	a,b	5886.7	5942.3	5948.3	5929	5876	5902	50
165499	0.592	0.654	0.379	a,b	5961.6	5977.6	6011.5	5987	5934	5960	50
169830	0.517	0.559	0.356	a,b	6172.2	6188.1	6146.6	6167	6184	6175	50
171990	0.593	0.649	0.377	a,b	5924.5	5950.0	5996.5	5962	5734	5848	50
172051	0.673	0.743	0.421	a,c	5628.6	5659.3	5667.2	5654	5615	5634	50
175425	0.669	0.76	0.421	a,c	5753.5	5751.7	5758.8	5755	5572	5664	50
177565	0.705	0.803	0.436	a,b	5654.5	5659.9	5667.1	5661	5673	5667	50
179949	0.548	0.592	0.346	a	6134.4	6172.9	6259.4	6197	6134	6165	50
181321	0.628	0.694	0.396	a,b	5841.9	5868.2	5891.6	5870	5845	5858	50
182572	0.761	0.865	0.465	a,b	5573.8	5617.2	5547.6	5576	5587	5582	50
182619	0.718	0.813	0.439	a,b	5597.8	5614.5	5633.3	5617	5761	5689	50
187013	0.476	0.507	0.309	a,b	6291.2	6308.3	6450.6	6361	6249	6305	50
187237	0.66	0.718	0.409	a,b	5792.2	5864.9	5844.7	5836	5783	5809	50
187691	0.563	0.605	0.358	a,b	6041.6	6086.9	6142.1	6096	5924	6010	50
187923	0.642	0.712	0.415	a,b	5743.2	5758.2	5720.3	5738	5555	5647	50

Table B.2: Escalas de temperatura da amostra. (continuação)

HD	$B - V$	$B_T - V_T$	$b - y$	Referência	$T_{\text{eff}}(B - V)$	$T_{\text{eff}}(B_T - V_T)$	$T_{\text{eff}}(b - y)$	$T_{\text{eff}}(\text{Fot})$	$T_{\text{eff}}(\text{H}\alpha)$	$T_{\text{eff}}(\text{med})$	$\sigma(\text{med})$
188376	0.748	-	0.458	a,b	5492.4	-	5497.7	5496	5436	5466	50
189567	0.648	0.718	0.406	a,b	5726.9	5746.0	5782.1	5755	5697	5726	50
189625	0.654	0.729	0.406	a,b	5843.8	5879.1	5891.2	5874	5810	5842	50
190248	0.751	-	0.458	a,b	5625.8	-	5610.4	5617	5674	5645	50
190406	0.6	0.673	0.387	a,b	5951.3	5948.3	5970.9	5958	5907	5933	50
190771	0.654	0.732	0.406	a,b	5827.2	5852.5	5877.9	5855	5820	5838	50
191408	0.868	-	0.509	a,b	4946.4	-	5025.4	4992	5146	5069	50
191487	0.654	0.729	0.390	a,b	5771.6	5793.5	5937.5	5846	5820	5833	50
193307	0.549	0.617	0.365	a,b	6028.2	5991.1	6048.3	6025	5976	6001	50
194640	0.724	0.817	0.443	a,c	5556.1	5576.6	5589.0	5576	5543	5559	50
195564	0.689	0.787	0.431	a,b	5673.1	5662.5	5675.9	5671	5598	5635	50
195838	0.543	0.587	0.334	a,b	6032.4	6050.3	6243.3	6124	5954	6039	50
196050	0.667	0.734	0.411	a,c	5792.7	5852.1	5848.3	5833	5826	5830	50
196378	0.544	0.579	0.369	a,b	6056.6	6101.6	6032.9	6060	6030	6045	50
196755	0.702	0.765	0.432	a,b	5624.9	5704.8	5662.2	5664	5573	5619	50
196761	0.719	0.828	0.441	a,b	5522.4	5490.1	5562.8	5529	5544	5537	50
196800	0.607	0.677	0.394	a,c	5899.2	5901.8	5897.8	5899	5846	5873	50
196885	0.559	0.599	0.358	a,c	6093.0	6146.2	6175.3	6143	6067	6105	50
197210	0.711	0.803	0.442	a,c	5625.1	5646.0	5619.1	5629	5592	5611	50
198802	0.661	0.735	0.416	a,b	5760.2	5790.6	5775.9	5776	5738	5757	50
199288	0.587	0.638	0.393	a,b	5833.6	5850.7	5796.1	5823	5871	5847	50
199960	0.635	0.706	0.397	a,b	5910.3	5945.1	5957.7	5940	5945	5943	50
202072	0.665	0.725	0.399	a,b	5688.4	5745.2	5839.9	5767	5740	5754	50
203608	0.494	0.522	0.338	a,b	6101.1	6119.7	6140.2	6123	6010	6066	50
205390	0.879	1.022	0.514	a,b	4998.8	4974.0	5058.2	5016	4946	4993	90
206301	0.672	0.747	0.423	a,b	5685.1	5712.2	5696.1	5698	5556	5627	50
206860	0.587	0.636	0.376	a,b	5963.9	6006.2	6020.4	6000	5964	5982	50

Table B.2: Escalas de temperatura da amostra. (continuação)

HD	$B - V$	$B_T - V_T$	$b - y$	Referência	$T_{\text{eff}}(B - V)$	$T_{\text{eff}}(B_T - V_T)$	$T_{\text{eff}}(b - y)$	$T_{\text{eff}}(\text{Fot})$	$T_{\text{eff}}(\text{H}\alpha)$	$T_{\text{eff}}(\text{med})$	$\sigma(\text{med})$
207043	0.66	0.737	0.410	a,b	5757.2	5778.6	5810.0	5785	5760	5773	50
207129	0.601	0.667	0.392	a,c	5920.8	5930.1	5918.0	5922	5700	5811	50
209100	1.056	1.236	0.588	a,b	4597.4	4621.1	4675.0	4636	4852	4708	90
210277	0.773	0.864	0.466	a,c	5504.6	5578.0	5514.2	5531	5524	5527	50
210460	0.688	0.773	0.446	a,b	5590.6	5593.9	5506.4	5557	5422	5490	50
210918	0.648	-	0.415	a,b	5778.4	-	5765.0	5771	5802	5786	50
211415	0.614	0.661	0.398	a,c	5844.2	5902.3	5846.3	5863	5864	5863	50
211786	0.666	0.726	0.394	a,b	5716.7	5779.1	5897.1	5809	5810	5809	50
211998	0.66	0.71	0.448	a,b	5457.8	5501.1	5299.1	5406	5121	5264	50
212330	0.665	0.756	0.424	a,b	5719.6	5705.7	5700.2	5708	5535	5621	50
212708	0.73	0.827	0.451	a,b	5620.6	5652.0	5602.6	5623	5530	5576	50
213042	1.08	1.297	0.619	a,b	4586.9	4554.5	4519.8	4550	4748	4616	90
213429	0.565	0.614	0.354	a,b	6010.7	6036.4	6148.1	6074	5986	6030	50
213575	0.668	0.738	0.418	a,b	5711.2	5750.5	5739.2	5734	5641	5688	50
214953	0.584	0.619	0.375	a,b	6023.8	6104.7	6070.9	6067	6114	6091	50
215028	0.679	0.742	0.414	a,b	5588.6	5637.2	5696.0	5647	5889	5768	50
215942	0.664	0.723	0.411	a,b	5696.9	5755.8	5764.8	5742	5758	5750	50
216385	0.487	0.519	0.316	a,b	6231.7	6249.6	6382.8	6299	6194	6246	50
216435	0.621	0.694	0.395	a,c	5932.0	5950.1	5954.2	5946	5917	5932	50
216436	0.676	0.74	0.415	a,b	5701.3	5762.6	5771.4	5748	5760	5754	50
216437	0.66	0.745	0.422	a,b	5724.0	5719.5	5704.3	5715	5802	5758	50
217014	0.666	0.744	0.416	a,b	5818.7	5856.4	5835.4	5837	5734	5785	50
217107	0.744	0.848	0.455	a,b	5617.5	5649.4	5606.9	5623	5632	5627	50
219077	0.787	0.883	0.482	a,b	5328.2	5372.5	5304.4	5332	5367	5349	50
219834	0.787	-	-	a	5478.2	-	-	5478	5292	5385	50
221343	0.657	0.733	0.404	a,b	5771.4	5794.5	5853.3	5812	5710	5761	50
221420	0.681	0.761	0.427	a,b	5775.9	5818.5	5766.0	5785	5745	5765	50

Table B.2: Escalas de temperatura da amostra. (continuação)

HD	$B - V$	$B_T - V_T$	$b - y$	Referência	$T_{\text{eff}}(B - V)$	$T_{\text{eff}}(B_T - V_T)$	$T_{\text{eff}}(b - y)$	$T_{\text{eff}}(\text{Fot})$	$T_{\text{eff}}(\text{H}\alpha)$	$T_{\text{eff}}(\text{med})$	$\sigma(\text{med})$
221627	0.666	0.739	0.421	a,b	5794.1	5838.8	5783.4	5803	5815	5809	50
224022	0.572	0.641	0.374	a,c	6034.3	6023.6	6055.5	6040	5964	6002	50
282962	–	–	–	–	–	–	–	–	5903	5903	50
282975	–	–	–	–	–	–	–	–	5575	5575	50
13612A	0.546	0.616	0.369	a,c	6052.0	6011.0	6031.5	6031	5955	5993	50
BD+15 3364	0.647	0.733	0.417	a,b	5806.1	5800.0	5772.6	5791	5777	5784	50
BD+23 527	–	–	–	–	–	–	–	–	5773	5773	50

Nota: Coluna(5): Referências para os índices de cor

- a. Catálogo HIPPARCOS
- b. Olsen, E. H. (1993); Olsen, E. H. (1994b) e Olsen (1983)
- c. Olsen, E. H. (1994a) i. Grønbech, B. & Olsen, E. H. (1976) j. Hauck, B. & Mermilliod, M. (1998)

C

Anexo C

Este anexo contém os parâmetros evolutivos que foram obtidos para as estrelas conforme descrito no capítulo 5. Também apresentamos a classificação de anã ou subgigante (SG), segundo os critérios descritos na seção 5.2. Os valores de massa, raio e luminosidades são relativos ao Sol. A idade e os seus respectivos erros mostrados na tabela está em unidades de Gano.

Table C.1: Parâmetros evolutivos da amostra.

HD	Classe	M/M_{\odot}	σ_M	Idade	σ_{Idade}	log g	R/R_{\odot}	L/L_{\odot}	σ_L
1461	anã	1.09	0.02	3.2	1.4	4.39	1.09	0.0779	0.0175
1581	anã	1.04	0.03	3.2	1.5	4.41	1.04	0.0911	0.0055
1835	anã	1.10	0.01	–	–	4.49	0.97	-0.0128	0.0163
2151	SG	1.19	0.05	5.7	0.2	4.00	1.78	0.5380	0.0044
3795	SG	0.95	0.02	10.9	0.5	3.90	1.79	0.4100	0.0187
3823	SG	0.93	0.01	10	0.5	4.05	1.48	0.3760	0.0128
4307	SG	1.01	0.02	8.4	0.5	3.96	1.72	0.4730	0.0282
4308	anã	0.86	0.02	10.8	1.8	4.36	1.00	-0.0010	0.0110
4391	anã	1.03	0.01	–	–	4.50	0.93	-0.0477	0.0101
7570	anã	1.19	0.02	2.3	0.7	4.32	1.24	0.2760	0.0087
8291	anã	1.05	0.01	–	–	4.45	1.00	0.0157	0.0585
9562	anã	1.36	0.02	3.4	0.2	4.05	1.80	0.5610	0.0186
10647	anã	1.08	0.03	2.9	0.9	4.36	1.12	0.1800	0.0099
10697	SG	1.13	0.01	7.2	0.4	3.97	1.80	0.4580	0.0232
10700	anã	0.75	0.05	13.5	3.6	4.51	0.78	-0.3150	0.0057
11131	anã	1.05	0.02	–	–	4.51	0.93	-0.0421	0.0853
11964	SG	1.15	0.03	7	0.8	3.85	2.07	0.4720	0.0272
12235	anã	1.32	0.02	4.4	0.7	4.04	1.79	0.5470	0.0258
12264	anã	1.05	0.03	–	–	4.44	1.00	0.0130	0.0441
13421	SG	1.48	0.03	3.1	0.2	3.74	2.67	0.9150	0.0313
13531	anã	–	–	–	–	–	0.83	-0.1900	0.0204
13724	anã	1.12	0.01	–	–	4.44	1.05	0.0455	0.0314
14214	anã	1.20	0.04	5	0.9	4.09	1.62	0.4710	0.0198
14680	anã	0.75	0.15	–	–	4.44	0.86	-0.4790	0.0359
14802	anã	1.28	0.01	5.2	1.2	4.05	1.74	0.5240	0.0159
15335	SG	1.07	0.01	7	0.4	3.93	1.83	0.5430	0.0222

Table C.1: Parâmetros evolutivos da amostra. (continuação)

HD	Classe	M/M_{\odot}	σ_M	Idade	σ_{Idade}	$\log g$	R/R_{\odot}	L/L_{\odot}	σ_L
15942	anã	1.16	0.02	2.7	0.8	4.33	1.21	0.1940	0.0357
16160	anã	0.80	0.05	–	–	4.63	0.71	-0.5700	0.0175
16417	SG	1.17	0.04	6.5	0.4	4.07	1.63	0.4290	0.0144
16589	anã	1.48	0.03	3.3	0.6	3.93	2.14	0.7700	0.0317
16673	anã	1.22	0.01	–	–	4.40	1.13	0.2510	0.0153
17051	anã	1.23	0.01	–	–	4.39	1.15	0.2200	0.0083
18907	SG	0.97	0.05	9.4	2.2	3.56	2.67	0.6220	0.0205
19308	anã	1.12	0.02	5	0.6	4.24	1.31	0.2420	0.0314
19994	anã	1.36	0.01	3	0.4	4.08	1.73	0.5790	0.0146
20010	SG	1.23	0.05	4.8	0.2	3.94	1.95	0.6850	0.0083
20630	anã	–	–	–	–	–	0.90	-0.0855	0.0160
20766	anã	0.93	0.03	2.8	2.5	4.50	0.89	-0.1150	0.0067
20807	anã	0.90	0.03	8	1.8	4.40	0.98	-0.0073	0.0065
21411	anã	0.92	0.03	–	–	4.53	0.85	-0.2120	0.0268
22049	anã	0.84	0.01	–	–	4.63	0.72	-0.4790	0.00764
22484	anã	1.23	0.01	3.7	0.3	4.13	1.55	0.4680	0.0095
22879	anã	0.85	0.02	8.8	1.8	4.39	0.96	0.0172	0.0182
23249	SG	1.24	0.01	5.6	0.2	3.82	2.23	0.4980	0.0099
24040	anã	1.15	0.02	4.3	0.5	4.25	1.31	0.2570	0.0409
24293	anã	0.94	0.02	8.8	1.4	4.34	1.07	0.0443	0.0314
24616	SG	0.95	0.07	9.3	3.3	3.21	3.93	0.9430	0.0440
25457	anã	1.07	0.02	6.3	0.9	4.18	1.37	0.3310	0.0127
25874	anã	1.02	0.02	4.8	1.2	4.38	1.07	0.0525	0.0121
25918	anã	–	–	–	–	–	0.79	-0.2010	0.0262
26913	anã	–	–	–	–	–	0.77	-0.2120	0.0211
26923	anã	1.07	0.02	–	–	4.47	0.98	0.0389	0.0198
27685	anã	1.05	0.02	–	–	4.51	0.92	-0.0763	0.0441
27859	anã	1.04	0.02	5.6	1.3	4.31	1.17	0.1700	0.0525
28099	anã	1.08	0.01	–	–	4.44	1.02	0.0247	0.0605
28344	anã	1.09	0.02	3.4	1.3	4.36	1.13	0.1390	0.0433
28471	anã	1.00	0.02	5.5	1.7	4.39	1.05	0.0423	0.0239
28821	anã	0.93	0.06	9.3	1.6	4.34	1.06	0.0261	0.0322
28992	anã	1.10	0.02	–	–	4.48	0.99	0.0282	0.0473
29859	SG	1.35	0.03	3.5	0.2	3.79	2.41	0.8370	0.0305
30495	anã	1.00	0.03	2.8	1.9	4.46	0.97	-0.0219	0.0098
30562	SG	1.19	0.06	6.2	0.4	4.04	1.70	0.4650	0.0207
30606	SG	1.34	0.03	3.5	0.1	3.79	2.40	0.8430	0.0269
32147	SG	0.80	0.15	–	–	4.43	0.89	-0.4920	0.0241
32923	SG	0.96	0.01	10.6	0.4	3.99	1.61	0.3750	0.0134
33021	SG	1.02	0.02	8.4	0.6	4.08	1.50	0.3680	0.0203
34721	anã	1.06	0.01	6.4	0.9	4.18	1.36	0.3250	0.0166
36553	SG	1.60	0.02	2.4	0.2	3.67	3.00	1.0100	0.0214
37986	anã	1.00	0.03	4.7	2.3	4.43	0.99	-0.1040	0.0226

Table C.1: Parâmetros evolutivos da amostra. (continuação)

HD	Classe	M/M_{\odot}	σ_M	Idade	σ_{Idade}	log g	R/R_{\odot}	L/L_{\odot}	σ_L
39587	anã	1.11	0.01	–	–	4.50	0.97	0.0335	0.0085
41593	anã	–	–	–	–	–	0.77	-0.3590	0.0133
43587	anã	1.02	0.01	6.8	1	4.25	1.23	0.2120	0.0132
43834	anã	1.00	0.03	3.4	1.9	4.46	0.97	-0.0789	0.0058
43947	anã	0.94	0.02	8	1.3	4.30	1.12	0.1520	0.0214
44120	anã	1.20	0.04	5	0.9	4.10	1.60	0.4610	0.0159
46569	SG	1.27	0.02	3.8	0.1	3.81	2.30	0.8180	0.0154
50806	SG	1.05	0.02	8.9	0.5	4.06	1.56	0.3420	0.0146
52298	anã	1.04	0.02	3.8	0.8	4.32	1.15	0.2620	0.0165
53705	anã	0.93	0.02	9	1.1	4.29	1.13	0.1220	0.0152
55720	anã	0.91	0.03	5	3	4.50	0.88	-0.1720	0.0147
57853	anã	1.24	0.02	2.5	0.4	4.24	1.38	0.3550	0.0261
59984	SG	0.97	0.02	8.5	0.4	3.95	1.71	0.5100	0.0242
61033	anã	–	–	–	–	–	0.85	-0.1900	0.0166
62644	SG	1.34	0.03	3.7	0.2	3.72	2.61	0.7120	0.0177
63077	SG	0.85	0.05	–	–	4.21	1.19	0.1480	0.0080
64114	anã	–	–	–	–	–	0.88	-0.1460	0.0259
65907	anã	0.95	0.02	7.1	1.4	4.34	1.07	0.1000	0.0079
69809	anã	1.12	0.02	4.4	0.6	4.29	1.23	0.1890	0.0473
69830	anã	0.87	0.03	9	3	4.46	0.89	-0.2180	0.0100
71334	anã	0.94	0.02	7.6	1.8	4.39	1.01	-0.0124	0.0287
73350	anã	1.08	0.01	–	–	4.49	0.96	-0.0239	0.0215
74698	anã	1.12	0.01	4.4	0.5	4.28	1.25	0.2120	0.0274
76151	anã	1.08	0.01	–	–	4.48	0.98	-0.0123	0.0132
76932	anã	0.88	0.02	10.4	1	4.18	1.24	0.2510	0.0178
84117	anã	1.08	0.02	3.7	0.8	4.28	1.22	0.2790	0.0095
85380	anã	1.39	0.04	3.2	0.2	4.02	1.88	0.6380	0.0333
88084	anã	1.08	0.01	–	–	4.47	0.99	0.0095	0.0250
88218	SG	1.03	0.01	8	0.5	4.01	1.64	0.4430	0.0175
94340	anã	1.18	0.02	5	1	4.18	1.44	0.3440	0.0349
98649	anã	1.01	0.03	3.2	2.3	4.44	0.99	-0.0107	0.0366
102365	anã	0.85	0.04	11.4	2.1	4.41	0.94	-0.0889	0.0069
103026	SG	1.15	0.05	6	0.8	3.98	1.79	0.5680	0.0230
104304	anã	1.00	0.03	5.8	1.9	4.39	1.04	-0.0452	0.0100
105590	anã	1.03	0.05	–	–	4.35	1.11	0.0807	0.2420
105901	anã	1.03	0.02	3.1	2.1	4.42	1.02	0.0354	0.0429
108309	SG	1.04	0.01	8.4	0.6	4.14	1.42	0.2840	0.0168
111199	SG	1.47	0.04	2.6	0.2	3.62	3.08	1.0500	0.0433
111398	anã	1.03	0.02	7.8	1.1	4.22	1.28	0.2070	0.0298
112164	anã	1.46	0.09	3.5	0.6	3.88	2.27	0.7590	0.0262
114260	anã	0.90	0.03	8.1	2.9	4.43	0.94	-0.1270	0.0205
114613	SG	1.27	0.01	5	0.2	3.89	2.08	0.6150	0.0145
114710	anã	1.05	0.02	3.7	1.4	4.36	1.10	0.1450	0.0062

Table C.1: Parâmetros evolutivos da amostra. (continuação)

HD	Classe	M/M_{\odot}	σ_M	Idade	σ_{Idade}	log g	R/R_{\odot}	L/L_{\odot}	σ_L
115382	anã	0.97	0.02	6.5	3	4.38	1.03	0.0316	0.0597
115383	anã	1.20	0.01	3.5	0.4	4.22	1.38	0.3460	0.0141
115617	anã	0.94	0.03	6	2	4.44	0.96	-0.0928	0.0068
117176	SG	1.07	0.01	8	0.5	3.90	1.9	0.4780	0.0125
117939	anã	0.99	0.02	3.4	2.3	4.45	0.97	-0.0279	0.0219
118598	anã	0.99	0.02	5.6	2.2	4.39	1.03	0.0258	0.0410
119550	SG	1.27	0.06	4.1	0.6	3.82	2.27	0.7200	0.0477
120066	anã	1.15	0.04	5.6	1	4.15	1.47	0.3610	0.0218
120136	anã	1.35	0.02	1.4	0.4	4.24	1.45	0.4840	0.0098
120237	anã	1.21	0.01	–	–	4.43	1.09	0.1850	0.02370
121370	SG	1.61	0.08	2.5	0.3	3.75	2.76	0.9500	0.0077
121384	SG	1.13	0.03	5	0.7	3.58	2.83	0.7410	0.0229
122862	SG	1.07	0.02	6.7	0.5	4.08	1.54	0.4230	0.0143
124553	anã	1.38	0.03	3.5	0.2	4.02	1.88	0.6070	0.0377
124570	anã	1.38	0.08	3.5	0.6	3.92	2.1	0.7400	0.0213
124850	SG	1.38	0.02	3	0.1	3.73	2.61	0.9390	0.0162
125184	SG	1.12	0.09	7.7	0.5	4.02	1.68	0.3880	0.0283
126868	SG	1.85	0.04	1.6	0.1	3.39	4.48	1.2500	0.0355
128620	anã	1.11	0.01	5.2	0.6	4.27	1.26	0.1930	0.0040
128621	anã	0.85	0.05	13.1	3.1	4.43	0.92	-0.2830	0.0077
130948	anã	1.06	0.03	1.9	1.3	4.43	1.02	0.0784	0.0127
131117	anã	1.27	0.07	4.5	0.6	3.98	1.88	0.6000	0.0273
131156	anã	0.97	0.01	–	–	4.53	0.87	-0.2110	0.0066
131923	anã	1.03	0.02	8.5	1.2	4.23	1.27	0.1780	0.0184
131977	anã	0.75	0.1	–	–	4.54	0.76	-0.6360	0.0250
134664	anã	1.00	0.11	–	–	4.42	1.00	0.0139	0.0385
136202	anã	1.38	0.01	3.6	0.6	3.99	1.94	0.6770	0.0174
136352	anã	0.85	0.04	13.8	1.7	4.32	1.04	0.0008	0.0107
137510	anã	1.38	0.08	3.8	0.8	3.95	2.04	0.6560	0.0337
138573	anã	0.99	0.02	5.8	1.8	4.39	1.03	0.0215	0.0227
140538	anã	0.98	0.03	3.6	2.1	4.46	0.95	-0.0765	0.0119
140690	anã	1.03	0.02	4.5	2	4.38	1.07	0.0610	0.0493
141004	anã	1.03	0.02	7.4	0.8	4.18	1.34	0.2920	0.0086
142072	anã	1.11	0.02	–	–	4.45	1.02	0.0236	0.0354
143337	anã	0.91	0.02	9.1	2	4.34	1.05	0.0401	0.0505
143761	SG	0.93	0.01	10.8	0.8	4.15	1.33	0.2530	0.0113
145825	anã	1.07	0.01	–	–	4.49	0.96	-0.0174	0.0183
146233	anã	0.94	0.02	8.2	1.4	4.35	1.05	0.0293	0.0114
147513	anã	1.06	0.01	–	–	4.48	0.97	-0.0067	0.0101
148577	anã	1.00	0.02	8.8	0.9	4.20	1.30	0.2190	0.0537
150248	anã	0.99	0.11	5.5	1.9	4.39	1.03	0.0239	0.0247
152391	anã	0.94	0.01	–	–	4.56	0.83	-0.2500	0.0137
153458	anã	1.12	0.02	–	–	4.48	0.99	0.0125	0.0393

Table C.1: Parâmetros evolutivos da amostra. (continuação)

HD	Classe	M/M_{\odot}	σ_M	Idade	σ_{Idade}	log g	R/R_{\odot}	L/L_{\odot}	σ_L
154417	anã	1.08	0.02	2.6	1.4	4.39	1.08	0.1310	0.0158
154931	SG	1.09	0.03	6.7	0.6	3.98	1.74	0.5020	0.0453
154962	SG	1.10	0.02	7.1	0.7	3.93	1.85	0.4950	0.0271
155114	anã	1.00	0.03	3.5	2.2	4.43	0.99	0.0072	0.0298
156274	anã	0.80	0.1	–	–	4.50	0.82	-0.3240	0.0121
156846	anã	1.43	0.03	3.4	0.5	3.98	2.01	0.6900	0.0389
157089	SG	0.89	0.02	11.1	0.8	4.09	1.39	0.3140	0.0314
157750	anã	1.12	0.02	–	–	4.50	0.97	-0.0005	0.0549
158614	SG	1.00	0.02	10.1	0.7	4.12	1.42	0.2500	0.0205
159222	anã	1.13	0.01	–	–	4.44	1.04	0.0627	0.0120
159332	SG	1.25	0.05	4.2	0.2	3.87	2.13	0.7730	0.0229
159656	anã	1.07	0.02	3.8	1.1	4.37	1.11	0.1100	0.0270
160691	anã	1.14	0.01	6	1.1	4.21	1.37	0.2530	0.0111
161239	SG	1.42	0.02	3.7	0.1	3.79	2.48	0.7990	0.0211
161612	anã	1.00	0.03	3.8	2.5	4.44	0.98	-0.0773	0.0268
161797	SG	1.21	0.07	5.8	1.1	4.04	1.71	0.4200	0.00608
162396	SG	1.00	0.02	7.6	0.4	4.04	1.56	0.4650	0.0253
164507	SG	1.39	0.04	3.6	0.2	3.73	2.62	0.7480	0.0288
164595	anã	0.98	0.02	5.5	2	4.40	1.02	0.0213	0.0183
165185	anã	1.07	0.01	–	–	4.47	0.98	0.0227	0.0120
165499	anã	1.07	0.02	5.1	1	4.28	1.22	0.2260	0.0108
169830	anã	1.33	0.02	4.1	0.3	4.00	1.88	0.6650	0.0285
171990	SG	1.18	0.02	5.4	0.2	3.88	2.03	0.6360	0.0207
172051	anã	0.85	0.03	7	2.9	4.49	0.86	-0.1740	0.0105
175425	SG	1.03	0.02	8.8	0.8	4.18	1.34	0.2210	0.0366
177565	anã	1.02	0.03	3	2	4.46	0.98	-0.0544	0.0142
179949	anã	1.22	0.02	1.1	0.8	4.36	1.2	0.2690	0.0185
181321	anã	1.04	0.01	–	–	4.50	0.94	-0.0316	0.0230
182572	anã	1.14	0.01	7	1.5	4.19	1.41	0.2360	0.0109
182619	anã	–	–	–	–	–	0.88	-0.1430	0.0275
187013	anã	1.24	0.01	3.5	0.4	4.13	1.56	0.5380	0.0098
187237	anã	1.09	0.01	–	–	4.47	0.99	0.0037	0.0160
187691	anã	1.16	0.02	5.5	0.5	4.12	1.54	0.4400	0.0131
187923	SG	0.95	0.01	10.9	0.5	4.01	1.58	0.3570	0.0192
188376	SG	1.46	0.03	3.1	0.2	3.67	2.90	0.8270	0.0199
189567	anã	0.90	0.03	9	1.8	4.36	1.02	0.0001	0.0118
189625	anã	1.14	0.01	–	–	4.45	1.04	0.0562	0.0278
190248	anã	1.08	0.01	5	1	4.33	1.16	0.0894	0.0055
190406	anã	1.09	0.03	2	1.3	4.42	1.05	0.0917	0.0120
190771	anã	1.11	0.02	–	–	4.49	0.98	0.0029	0.0094
191408	anã	0.70	0.05	–	–	4.60	0.68	-0.5570	0.0093
191487	anã	1.02	0.03	3.5	2.4	4.42	1.01	0.0272	0.0565
193307	SG	1.04	0.02	7.1	0.6	4.08	1.52	0.4310	0.0245

Table C.1: Parâmetros evolutivos da amostra. (continuação)

HD	Classe	M/M_{\odot}	σ_M	Idade	σ_{Idade}	log g	R/R_{\odot}	L/L_{\odot}	σ_L
194640	anã	0.93	0.03	6	2	4.45	0.94	-0.1220	0.0143
195564	SG	1.07	0.04	7.9	0.4	3.97	1.75	0.4440	0.0185
195838	SG	1.05	0.02	6.6	0.5	4.02	1.63	0.5000	0.0269
196050	anã	1.15	0.02	4.5	0.4	4.23	1.34	0.2670	0.0365
196378	SG	1.20	0.05	5.3	0.2	3.95	1.90	0.6350	0.0154
196755	SG	1.45	0.05	3.1	0.6	3.67	2.88	0.8680	0.0366
196761	anã	0.92	0.01	–	–	4.58	0.80	-0.2650	0.0114
196800	anã	1.04	0.02	7.3	0.7	4.17	1.36	0.2980	0.0326
196885	anã	1.24	0.01	3	0.6	4.22	1.40	0.3890	0.0229
197210	anã	1.00	0.01	–	–	4.52	0.90	-0.1440	0.0311
198802	SG	1.26	0.03	4.5	0.5	3.83	2.22	0.6850	0.0382
199288	anã	0.88	0.02	8.1	1.9	4.41	0.96	-0.0157	0.0155
199960	anã	1.19	0.01	3.3	0.5	4.27	1.30	0.2780	0.0230
202072	anã	0.90	0.02	9.5	1.7	4.33	1.06	0.0436	0.0433
203608	anã	0.90	0.02	8.1	1.1	4.31	1.09	0.1550	0.0054
205390	anã	0.75	0.1	–	–	4.54	0.75	-0.4990	0.0193
206301	SG	1.47	0.04	2.9	0.1	3.65	2.97	0.9000	0.0259
206860	anã	1.04	0.01	–	–	4.44	1.00	0.0596	0.0139
207043	anã	1.03	0.01	–	–	4.48	0.95	-0.0457	0.0262
207129	anã	0.98	0.02	6.6	1.3	4.34	1.09	0.0855	0.0109
209100	anã	1.08	0.01	–	–	4.62	0.99	-0.6770	0.0211
210277	anã	1.00	0.03	6.6	1.9	4.36	1.08	-0.0111	0.0151
210460	SG	1.53	0.04	2.4	0.1	3.55	3.38	0.9690	0.0316
210918	anã	0.98	0.02	7.9	1.2	4.29	1.15	0.1250	0.0140
211415	anã	0.94	0.02	6.4	1.7	4.38	1.02	0.0452	0.0090
211786	anã	1.00	0.03	–	–	4.46	0.96	-0.0228	0.0350
211998	SG	–	–	–	–	–	–	0.7990	0.0164
212330	SG	1.06	0.01	8.2	0.4	3.96	1.75	0.4390	0.0116
212708	anã	1.04	0.03	6.5	1.3	4.32	1.15	0.0607	0.0295
213042	anã	0.80	0.1	–	–	4.52	0.81	-0.5790	0.0272
213429	anã	1.05	0.02	5.6	1.2	4.25	1.25	0.2660	0.0397
213575	SG	0.98	0.01	10	0.7	4.12	1.40	0.2660	0.0263
214953	anã	1.19	0.02	2	0.9	4.34	1.21	0.2570	0.0150
215028	SG	0.90	0.03	12.6	1	4.17	1.27	0.2030	0.0414
216385	anã	1.25	0.06	4.3	0.2	3.96	1.91	0.6950	0.0177
216435	anã	1.33	0.02	4.3	0.8	4.04	1.79	0.5500	0.0210
216436	anã	0.98	0.02	7	1.9	4.34	1.09	0.06920	0.0509
216437	SG	1.02	0.01	8.8	0.6	4.07	1.53	0.3600	0.0137
217014	anã	1.10	0.02	3.8	0.9	4.35	1.15	0.1200	0.0106
217107	anã	1.07	0.01	5.1	1.8	4.35	1.13	0.0613	0.0135
219077	SG	1.05	0.02	8.6	0.4	3.86	1.96	0.4500	0.0163
219834	SG	1.22	0.08	6.8	2	3.87	2.09	0.5170	0.0898
221343	anã	0.99	0.11	5.6	2.6	4.39	1.03	0.0203	0.0473

Table C.1: Parâmetros evolutivos da amostra. (continuação)

HD	Classe	M/M_{\odot}	σ_M	Idade	σ_{Idade}	$\log g$	R/R_{\odot}	L/L_{\odot}	σ_L
221420	SG	1.33	0.06	4.5	0.5	3.94	2.02	0.6040	0.0141
221627	SG	1.29	0.08	4.7	0.7	3.98	1.90	0.5680	0.0330
224022	anã	1.19	0.01	4.2	0.4	4.17	1.46	0.3920	0.0194
282962	anã	1.06	0.01	–	–	4.54	0.91	-0.0477	0.0801
282975	anã	0.93	0.02	–	–	4.25	1.19	0.0852	0.0801
13621A	SG	1.43	0.07	2.8	0.3	3.66	2.88	0.9810	0.0645
BD+15 3364	anã	1.03	0.03	3.3	1.9	4.42	1.02	0.0162	0.0585
BD23527	anã	1.03	0.02	–	–	4.50	0.94	-0.0590	0.0801
sun	anã	1.00	–	4.49	–	4.44	1	–	–

D

Anexo D

Neste último anexo, listamos na tabela abaixo os valores dos fluxos absolutos (cromosférico + fotosférico) na superfície das estrelas, F_{med}^{abs} , que foram obtidos das médias dos fluxos nas três regiões de referência, como discutido no capítulo 6. A dispersão em torno da média do fluxo absoluto, σ_F , também é mostrada. O valor do fluxo obtido pelo envoltório de atividade mínima, correspondente ao fluxo fotosférico F_{fot} , e o fluxo absoluto cromosférico total, F_{crom} , são mostrados nas colunas 4 e 5 da tabela D.1. As estrelas com fluxo cromosférico igual a zero, foram utilizadas na definição do envoltório, e por esta razão, tiveram os seus fluxos arbitrados para este valor.

Table D.1: Valores dos Fluxos absolutos das estrelas da amostra.

HD	F_{med}^{abs}	σ_F	F_{fot}	F_{crom}
1461	4.89146E6	7.23789E4	4.24299E6	6.48466E5
1581	4.85429E6	5.34673E3	4.5925E6	2.61791E5
1835	5.14935E6	9.30126E4	4.29688E6	8.52466E5
2151	4.4421E6	2.2136E4	4.44962E6	0
3795	3.72078E6	5.56445E4	3.57945E6	1.4133E5
3823	4.56579E6	6.5002E4	4.42843E6	1.37363E5
4307	4.37931E6	5.68612E4	4.23346E6	1.45849E5
4308	4.53863E6	6.23499E4	4.12228E6	4.16346E5
4391	4.88395E6	8.04314E4	4.32033E6	5.63622E5
7570	5.21955E6	7.51851E4	4.79989E6	4.19664E5
8291	5.06876E6	4.8313E4	4.31599E6	7.52766E5
9562	5.07818E6	7.31102E4	4.53382E6	5.44359E5
10647	5.19136E6	9.48056E4	4.76559E6	4.25777E5
10697	4.18962E6	6.4981E4	3.885E6	3.04613E5
10700	3.91052E6	1.17502E3	3.53667E6	3.73852E5
11131	5.55771E6	2.2428E4	4.35658E6	1.20113E6
11964	3.5461E6	3.14614E4	3.16546E6	3.80643E5
12235	4.80538E6	1.0621E4	4.49381E6	3.11565E5
12264	5.01922E6	8.15239E4	4.28005E6	7.39168E5
13421	4.83924E6	2.59852E4	4.60898E6	2.30257E5
13531	5.19592E6	4.93797E4	4.02854E6	1.16737E6
13724	4.9254E6	6.43568E4	4.25514E6	6.70259E5

Table D.1: Valores dos Fluxos absolutos das estrelas da amostra.
(continuação)

HD	F_{med}^{abs}	σ_F	F_{fot}	F_{crom}
14214	5.05111E6	7.50014E4	4.55502E6	4.96085E5
14680	2.5728E6	1.4424E4	1.95052E6	6.22275E5
14802	5.07621E6	8.94744E4	4.48427E6	5.9194E5
15335	4.49408E6	1.25641E5	4.34554E6	1.48535E5
15942	5.02573E6	5.58864E4	4.39917E6	6.26561E5
16160	3.16184E6	2.37849E4	2.42138E6	7.40463E5
16417	4.57551E6	8.71206E4	4.2428E6	3.3271E5
16589	5.96058E6	1.30695E5	4.90437E6	1.0562E6
16673	5.95146E6	9.50135E4	5.12947E6	8.21991E5
17051	5.54898E6	7.84567E4	4.85425E6	6.94732E5
18907	2.68315E6	3.3675E4	2.6881E6	0
19308	4.65986E6	5.88735E4	4.25397E6	4.05886E5
19994	5.07287E6	1.0458E5	4.8611E6	2.11772E5
20010	5.10232E6	5.70759E4	4.90223E6	2.00095E5
20630	5.09614E6	2.49615E5	4.22674E6	8.69399E5
20766	4.7189E6	2.12387E5	4.14364E6	5.75257E5
20807	4.53028E6	6.9457E4	4.28741E6	2.42871E5
21411	4.35727E6	5.31415E4	3.72546E6	6.31811E5
22049	3.88786E6	3.22319E4	2.91264E6	9.75221E5
22484	4.84002E6	1.13731E5	4.76896E6	7.10589E4
22879	4.73747E6	8.92211E4	4.53692E6	2.00545E5
23249	3.44944E6	2.82318E4	2.92175E6	5.27692E5
24040	5.11738E6	7.40469E4	4.35821E6	7.59164E5
24293	4.34847E6	5.88334E4	4.09533E6	2.53139E5
24616	2.60253E6	4.08006E4	2.59665E6	5.88297E3
25457	5.00904E6	8.39646E4	4.59362E6	4.15426E5
25874	4.56592E6	9.983E3	4.19277E6	3.73146E5
25918	4.81593E6	6.85557E4	4.2089E6	6.07035E5
26913	5.24062E6	7.42757E4	4.30644E6	9.34172E5
26923	5.34578E6	4.31713E5	4.58345E6	7.62329E5
27685	4.92604E6	6.53997E4	4.163E6	7.63049E5
27859	5.44907E6	4.78686E4	4.44402E6	1.00505E6
28099	5.02911E6	8.09919E4	4.24299E6	7.86115E5
28344	5.33343E6	1.05328E5	4.4461E6	8.87322E5
28471	4.54673E6	9.65922E4	4.2318E6	3.14929E5
28821	4.48801E6	5.29068E4	4.02984E6	4.58168E5
28992	5.14221E6	1.1524E5	4.45559E6	6.86622E5
29859	4.81862E6	6.91157E4	4.68316E6	1.35461E5
30495	4.93248E6	8.9954E4	4.27163E6	6.60856E5
30562	4.48059E6	1.19822E2	4.24688E6	2.33711E5
30606	4.92576E6	8.30263E4	4.75993E6	1.65832E5
32147	2.32363E6	1.84003E4	1.63766E6	6.85969E5
32923	4.09693E6	4.93356E4	3.95836E6	1.38576E5

Table D.1: Valores dos Fluxos absolutos das estrelas da amostra.
(continuação)

HD	F_{med}^{abs}	σ_F	F_{fot}	F_{crom}
33021	4.67587E6	8.11027E4	4.30837E6	3.67496E5
34721	4.75905E6	7.47292E4	4.57813E6	1.80926E5
36553	4.7548E6	9.29908E4	4.58392E6	1.70885E5
37986	4.11971E6	8.44662E4	3.59228E6	5.27424E5
39587	5.73427E6	9.77974E4	4.60545E6	1.12882E6
41593	4.37358E6	2.13196E4	3.33818E6	1.0354E6
43587	4.58054E6	6.98481E4	4.41005E6	1.70491E5
43834	4.27088E6	5.56142E4	3.89006E6	3.80823E5
43947	4.80429E6	6.98472E4	4.54931E6	2.54986E5
44120	5.03998E6	6.04584E4	4.5597E6	4.80276E5
46569	4.84545E6	8.57109E4	4.82427E6	2.11838E4
50806	4.30965E6	9.11678E4	3.92991E6	3.79741E5
52298	5.58006E6	9.12305E4	5.12868E6	4.51375E5
53705	4.452E6	6.46061E4	4.30548E6	1.46523E5
55720	4.22718E6	4.08615E4	3.83042E6	3.96758E5
57853	5.8766E6	9.11392E4	4.68252E6	1.19408E6
59984	4.61445E6	1.07002E5	4.49787E6	1.16585E5
61033	5.51019E6	5.8946E4	3.87073E6	1.63946E6
62644	3.61178E6	3.96146E4	3.41422E6	1.97563E5
63077	4.4752E6	9.08767E4	4.19698E6	2.78227E5
64114	4.44674E6	5.07685E4	3.9759E6	4.70838E5
65907	4.74917E6	7.23461E4	4.48777E6	2.61402E5
69809	4.75379E6	6.30858E4	4.27579E6	4.77995E5
69830	3.92256E6	5.8101E4	3.43054E6	4.92022E5
71334	4.48176E6	5.60274E4	4.07246E6	4.093E5
73350	4.93565E6	8.94013E4	4.27192E6	6.63735E5
74698	4.70523E6	1.07222E5	4.34131E6	3.63914E5
76151	4.62804E6	1.34079E5	4.24795E6	3.80093E5
76932	4.8795E6	9.16136E4	4.63063E6	2.48871E5
84117	4.87978E6	7.42414E4	4.8886E6	0
85380	5.1027E6	4.5834E4	4.80161E6	3.01087E5
88084	4.93425E6	1.90929E3	4.33275E6	6.01497E5
88218	4.4795E6	8.38895E4	4.302E6	1.77492E5
94340	5.2164E6	7.38207E4	4.38656E6	8.29836E5
98649	4.70289E6	6.56741E4	4.22557E6	4.77317E5
102365	4.14466E6	5.41489E4	3.99372E6	1.50943E5
103026	4.75971E6	7.88603E4	4.62738E6	1.32329E5
104304	4.29527E6	5.53909E4	3.6928E6	6.0247E5
105590	4.46271E6	6.86851E4	4.15809E6	3.04626E5
105901	4.78122E6	7.27749E4	4.35994E6	4.21278E5
108309	4.38054E6	5.95492E4	4.0892E6	2.9134E5
111199	4.68042E6	7.76548E4	4.66277E6	1.76516E4
111398	4.54654E6	6.14328E4	4.16986E6	3.76675E5

Table D.1: Valores dos Fluxos absolutos das estrelas da amostra.
(continuação)

HD	F_{med}^{abs}	σ_F	F_{fot}	F_{crom}
112164	4.89786E6	3.5469E4	4.52236E6	3.75502E5
114260	4.19684E6	4.68268E4	3.70549E6	4.91357E5
114613	4.392E6	9.20573E4	4.07989E6	3.12111E5
114710	4.92879E6	8.46035E4	4.60461E6	3.24177E5
115382	4.64476E6	7.1997E4	4.24037E6	4.04396E5
115383	5.5853E6	2.6547E4	4.6298E6	9.55502E5
115617	4.38549E6	6.11452E4	3.85917E6	5.26313E5
117176	3.84468E6	4.22406E4	3.68619E6	1.58488E5
117939	4.84139E6	7.38417E4	4.2167E6	6.24685E5
118598	4.71794E6	5.35037E4	4.19052E6	5.27417E5
119550	4.35424E6	5.57597E4	4.2631E6	9.11471E4
120066	4.79133E6	6.76419E4	4.38541E6	4.05919E5
120136	6.0477E6	5.50256E4	5.25129E6	7.96409E5
120237	5.44314E6	9.24607E4	4.90518E6	5.3796E5
121370	4.77783E6	7.93978E4	4.65796E6	1.19871E5
121384	3.14492E6	3.20452E4	3.14632E6	0
122862	4.7661E6	1.98668E4	4.54049E6	2.25614E5
124553	4.91572E6	7.39317E4	4.59986E6	3.15858E5
124570	5.24893E6	9.05188E4	4.84018E6	4.08747E5
124850	5.48599E6	9.14216E4	4.89291E6	5.93087E5
125184	4.1716E6	5.92062E4	3.80781E6	3.63793E5
126868	4.57172E6	5.22399E4	3.87326E6	6.98463E5
128620	4.6303E6	8.7168E4	4.14591E6	4.84992E5
128621	3.50984E6	3.15481E4	2.8442E6	6.65641E5
130948	5.51969E6	9.01084E4	4.60247E6	9.17218E5
131117	5.11237E6	2.39217E5	4.54809E6	5.6428E5
131156	4.67127E6	1.7167E4	3.61696E6	1.05431E6
131923	4.48801E6	6.60006E4	4.00451E6	4.83504E5
131977	2.39452E6	1.06763E4	1.60162E6	7.92901E5
134664	4.57059E6	8.86255E4	4.2993E6	2.71291E5
136202	5.17398E6	1.05656E5	4.86794E6	3.06039E5
136352	4.25183E6	1.09568E5	4.02017E6	2.31657E5
137510	4.74031E6	6.67911E4	4.46336E6	2.7695E5
138573	4.61595E6	2.3393E4	4.16761E6	4.48344E5
140538	4.29928E6	6.05113E4	4.02446E6	2.74822E5
140690	4.82466E6	8.27885E4	4.23589E6	5.88764E5
141004	4.6051E6	8.41414E4	4.44041E6	1.64692E5
142072	5.19612E6	7.01034E4	4.24085E6	9.55269E5
143337	4.52592E6	6.23911E4	4.1826E6	3.43325E5
143761	4.50842E6	6.38435E4	4.24776E6	2.60669E5
145825	4.91217E6	6.54938E4	4.33747E6	5.74702E5
146233	4.35949E6	2.9882E4	4.11074E6	2.4875E5
147513	5.11559E6	3.5218E4	4.36205E6	7.53541E5

Table D.1: Valores dos Fluxos absolutos das estrelas da amostra.
(continuação)

HD	F_{med}^{abs}	σ_F	F_{fot}	F_{crom}
148577	4.6401E6	8.47361E4	4.15799E6	4.82111E5
150248	4.67836E6	9.69281E4	4.18847E6	4.89894E5
152391	4.41643E6	7.7445E4	3.618E6	7.98427E5
153458	5.11925E6	8.16679E4	4.33843E6	7.80819E5
154417	5.57161E6	1.66893E4	4.64723E6	9.24388E5
154931	4.56241E6	6.36577E4	4.34448E6	2.17926E5
154962	4.11534E6	6.04737E4	3.94922E6	1.66121E5
155114	4.90444E6	5.28889E4	4.30751E6	5.96933E5
156274	3.55409E6	3.071E4	3.1877E6	3.66383E5
156846	5.17637E6	1.03082E5	4.76631E6	4.10055E5
157089	4.64986E6	8.83667E4	4.41405E6	2.35805E5
157750	5.15487E6	9.08338E4	4.35764E6	7.97232E5
158614	4.5096E6	5.76501E4	3.85755E6	6.52055E5
159222	5.02157E6	8.34642E4	4.38082E6	6.4075E5
159332	5.28882E6	9.17235E4	4.96926E6	3.19562E5
159656	5.10472E6	8.66707E4	4.35649E6	7.48233E5
160691	4.49943E6	6.94625E4	4.06939E6	4.30038E5
161239	4.58881E6	6.46477E4	4.26988E6	3.18929E5
161612	4.45827E6	4.47908E4	3.81586E6	6.4241E5
161797	4.44827E6	4.81089E4	3.90299E6	5.45274E5
162396	4.93196E6	3.78351E3	4.72875E6	2.03215E5
164507	4.00803E6	4.68869E4	3.62445E6	3.83578E5
164595	4.60363E6	3.1016E4	4.23891E6	3.64722E5
165185	5.5008E6	8.6037E4	4.45047E6	1.05033E6
165499	4.84373E6	9.88386E4	4.56008E6	2.83654E5
169830	5.26065E6	9.1634E4	4.95238E6	3.08267E5
171990	4.47295E6	1.28623E5	4.34641E6	1.26542E5
172051	4.27785E6	5.41749E4	3.92639E6	3.51464E5
175425	4.32611E6	5.91617E4	3.98512E6	3.40998E5
177565	4.49521E6	6.48335E4	3.99222E6	5.02993E5
179949	5.56635E6	1.10187E5	4.93484E6	6.3151E5
181321	5.82534E6	8.34788E4	4.36521E6	1.46013E6
182572	4.51557E6	1.3055E4	3.81963E6	6.95938E5
182619	4.66802E6	5.49621E4	4.03621E6	6.31809E5
187013	5.73447E6	1.0387E5	5.17968E6	5.54787E5
187237	4.86175E6	6.20946E4	4.27202E6	5.89737E5
187691	4.88607E6	1.90565E4	4.65259E6	2.33471E5
187923	4.15541E6	1.85191E4	3.95133E6	2.04087E5
188376	3.76322E6	6.54083E4	3.58071E6	1.82512E5
189567	4.39254E6	5.38427E4	4.10946E6	2.83083E5
189625	5.00769E6	7.34773E4	4.33506E6	6.72626E5
190248	4.63811E6	7.227E4	3.94872E6	6.89393E5
190406	4.81742E6	8.01359E4	4.50805E6	3.09366E5

Table D.1: Valores dos Fluxos absolutos das estrelas da amostra.
(continuação)

HD	F_{med}^{abs}	σ_F	F_{fot}	F_{crom}
190771	5.40058E6	6.74746E4	4.32717E6	1.07341E6
191408	3.28592E6	3.80898E4	2.71865E6	5.67268E5
191487	4.86187E6	8.67705E4	4.31783E6	5.4404E5
193307	4.94395E6	8.45224E4	4.63499E6	3.08955E5
194640	4.27986E6	5.57886E4	3.7742E6	5.05666E5
195564	4.25501E6	4.57358E4	3.92689E6	3.28124E5
195838	4.95941E6	9.29233E4	4.70562E6	2.5379E5
196050	4.80005E6	5.57255E4	4.31146E6	4.88591E5
196378	4.97912E6	9.5305E4	4.71737E6	2.61745E5
196755	3.96399E6	5.02472E4	3.89471E6	6.92805E4
196761	4.20518E6	5.28799E4	3.72742E6	4.77765E5
196800	4.73571E6	7.71133E4	4.39421E6	3.41508E5
196885	5.26437E6	2.21395E4	4.82581E6	4.38558E5
197210	4.60442E6	5.08094E4	3.87832E6	7.26101E5
198802	4.39345E6	5.75422E4	4.16996E6	2.2349E5
199288	4.56122E6	6.77613E4	4.34544E6	2.15777E5
199960	5.09362E6	6.95503E4	4.52659E6	5.67032E5
202072	4.60949E6	7.55553E4	4.16358E6	4.45909E5
203608	5.01613E6	8.66955E4	4.75591E6	2.60222E5
205390	2.53455E6	2.44615E4	2.54447E6	0
206301	4.62747E6	3.11268E4	3.91137E6	7.16103E5
206860	5.90606E6	1.6913E4	4.60014E6	1.30592E6
207043	4.77379E6	5.21693E4	4.20079E6	5.73003E5
207129	5.26065E6	9.03645E4	4.27599E6	9.84661E5
209100	2.67747E6	8.50851E3	1.87411E6	8.03354E5
210277	4.25169E6	4.25359E4	3.70837E6	5.4332E5
210460	3.93152E6	4.54399E4	3.63047E6	3.01044E5
210918	4.66535E6	5.80316E4	4.22752E6	4.37829E5
211415	4.80119E6	7.87279E4	4.37613E6	4.25061E5
211786	4.72388E6	5.46828E4	4.2725E6	4.51378E5
211998	2.7534E6	1.76918E4	2.98839E6	0
212330	4.10702E6	1.87667E4	3.90006E6	2.06957E5
212708	4.43332E6	5.72642E4	3.80893E6	6.24385E5
213042	2.33238E6	2.42223E4	1.6493E6	6.83084E5
213429	5.22668E6	8.69669E4	4.6897E6	5.36977E5
213575	4.41723E6	5.22504E4	4.03332E6	3.83901E5
214953	5.35605E6	8.67727E4	4.80025E6	5.55802E5
215028	4.74054E6	8.07663E4	4.1918E6	5.48747E5
216385	5.51603E6	9.56177E4	5.07766E6	4.38368E5
216435	4.85741E6	1.52531E5	4.50626E6	3.51148E5
216436	4.63558E6	5.88504E4	4.16466E6	4.70914E5
216437	4.34363E6	6.88785E4	4.1728E6	1.70824E5
217014	4.88666E6	7.20944E4	4.22577E6	6.60893E5

Table D.1: Valores dos Fluxos absolutos das estrelas da amostra.
(continuação)

HD	F_{med}^{abs}	σ_F	F_{fot}	F_{crom}
217107	4.68011E6	6.10038E4	3.91248E6	7.67629E5
219077	3.62624E6	3.64906E4	3.33487E6	2.91371E5
219834	3.86072E6	2.87757E4	3.41093E6	4.49789E5
221343	4.76472E6	3.0643E4	4.1778E6	5.8692E5
221420	4.48912E6	5.98919E4	4.18563E6	3.03486E5
221627	4.74548E6	5.07157E4	4.27182E6	4.73658E5
224022	4.99478E6	8.01262E4	4.63731E6	3.57467E5
13621A	4.85569E6	7.82408E4	4.62116E6	2.34527E5
BD+15 3364	4.76886E6	6.21115E4	4.22265E6	5.46209E5
sun	4.62433E6	2.2213E4	4.20938E6	4.14947E5