



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

**Calibração da Linha $H\alpha$
como Diagnóstico Cromosférico
e Indicador de Idade em Estrelas de Tipo Solar**

Wladimir Lyra

**Orientador: Dr. Gustavo Frederico Porto de Mello
(UFRJ/CCMN/OV/Departamento de Astronomia)**

Projeto Final de Curso para obtenção do título de Astrônomo

Rio de Janeiro – julho de 2003



UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO DE JANEIRO
OBSERVATÓRIO DO VALONGO - CCMN
DEPARTAMENTO DE ASTRONOMIA

PROJETO FINAL

RELATÓRIO DA COMISSÃO JULGADORA

ALUNO: WLADIMIR LYRA (DRE 099102441)

TÍTULO DO TRABALHO: "CALIBRAÇÃO DA LINHA $H\alpha$ COMO
DIAGNÓSTICO CROMOSFÉRICO E INDICADOR DE IDADE EM
ESTRELAS DE TIPO SOLAR"

DATA DA DEFESA: 16 de julho de 2003 às 10h

MEMBROS DA COMISSÃO JULGADORA:

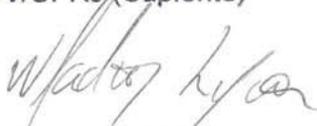

Prof. Gustavo F. Porto de Mello - OV/UFRJ (Orientador/Presidente)


Dra. Simone Daflon - MCT/Observatório Nacional

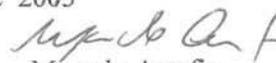

Dr. Lício da Silva - MCT/Observatório Nacional

Prof. Heloisa M. Boechat Roberty - OV/UFRJ (Suplente)

CANDIDATA: WLADIMIR LYRA



Rio de Janeiro, 16 de julho de 2003


Marcelo Assafin
Chefe do Dep. de Astronomia

*“Светит взэгда!
Светит взэдэ!
До днэы последний донка,
Светит!
И никакий гвэздэ!
Вот лозунг мои,
и Солнка.”*

Владимир Владимирович Маяковский, *Необечя'ноэ Приключене Бувше с
Владимир Владимирович Маяковский Лэтом на Даши*, 1920.

*“Brilhar para sempre!
Brilhar como um farol!
Brilhar com brilho eterno!
Gente é pra brilhar,
que tudo o mais vá pro inferno!
Este é o meu lema,
e o do Sol.”*

Vladimir Vladimirovitch Maiakovski, *A Fantástica Aventura que Aconteceu a Vladimir
Vladimirovitch Maiakovski na Casa de Verão*, 1920.

Trecho final do longo poema onde o poeta dialoga com o Sol, que lhe explica que suas tarefas são análogas. Tradução e adaptação para o português por Haroldo de Campos, 1972.

à Nadine,

- a última Estrela

à luz da Aurora.

AGRADECIMENTOS

Agradeço a todos que, direta ou indiretamente, contribuíram para que este projeto chegasse à sua conclusão.

Aos meus pais, Pedro e Normanda; e minhas irmãs, Janini, Ana Jenny e Lienne, pelo incentivo constante nessa reta final. Ao meu sobrinho e afilhado, Iago, o xodó do *titio das estrelas*.

Aos meus irmãos, não de sangue, porém mais irmãos que se de sangue fossem: Cesar, Felipe e Tiago, pela cumplicidade e companheirismo, pelo grau simbiótico de amizade que construímos ao longo dos anos.

Aos grandes amigos não apenas das *happy hours*, mas da grande maioria dos *happy moments* em minha memória. Alex, Andrezinho, Bob, Cesar, Felipe, Henrique, Luis Felipe, Mutti, Pedrão, Tiago, William e toda a galera da Barão; pelo enorme lucro que juntos já demos à fábrica da Bohemia, pelas tardes churrascantes regadas a muita caipirinha, pelas *nights* na Lagoa, pela descontração no dia a dia e pela completa adesão ao lema "*restart é preciso*". Como diz o Luisito, "*feliz sou eu, que tenho amigos*". (Grande Johnny...)

Aos amigos da faculdade. Daniel, Graziela, João Paulo, Leandro, Luís, Marcelo, Mauricio, Rafael, Regina, Ricardo, Sérgio e Nadine, pelos muitos momentos de alegria proporcionados. Suas presenças tornaram os anos de curso muito agradáveis.

Aos distantes porém muito presentes amigos que trabalharam comigo no Space Telescope, e que não arregam diante de uma caipivodka! Em especial Elspeth, Kapil, Katarina, Kristen, Leda, Natalie, Shannon e Tiffany por toda a diversão que tivemos juntos. Baltimore não seria a mesma coisa sem vocês!

À Dra. Daniela Calzetti (STScI) por me dar a melhor oportunidade que tive até então, e ao Dr. Massimo Robberto (STScI) pelas conversas esclarecedoras. Agradeço a ambos por ampliarem meus horizontes em ordens de grandeza. Agradeço ao Dr. David Soderblom (STScI) pela leitura e revisão do *abstract*, e ao Dr. Iain Neil Reidd (STScI) pela gentileza em ceder seu script para convolução do perfil de alargamento rotacional.

À Dra. Nicole S. Van der Blik (CTIO), ao Dr. João Alves (ESO) e ao Dr. André Moitinho (Observatório Astronómico de Lisboa), pelo projeto que me ofereceram, me fazendo lembrar, de maneira tão agradável, que existe vida após o projeto final. (*Run, Wlad, Run!*)

Ao professor Roberto Pimentel, o Beto, do CAP UFRJ, que no 2º grau despertou meu interesse pela abordagem matemática da Natureza. Aos professores Nelson Braga e Henrique Boschi, do Instituto de Física, pelos excelentes cursos de Eletromagnetismo e Mecânica Quântica. Às professoras Encarnación Gonzalez e Heloísa Boechat, do Observatório do Valongo, pelos também excelentes cursos de Estatística e Magnetohidrodinâmica ministrados. Especialmente, à Dra. Lilia Irmeli Arany Prado, que em sua sabedoria me transmitiu muito mais do que apenas Física Quântica e Astrofísica, contribuindo em muito para minha formação.

Palavras não bastam para agradecer ao meu orientador Dr. Gustavo Frederico Porto de Mello. Ao Gustavo orientador, ao Gustavo professor, ao Gustavo amigo, ao Gustavo crítico, que com muito empenho se dedicou a me apresentar à profissão astronômica. Pelas palavras de incentivo, pelo conhecimento transmitido, pela amizade partilhada; pelo agradável convívio, enfim, nestes mais de três anos de iniciação científica.

Mas, principalmente, à UFRJ como um todo, instituição a qual devo toda a minha formação até então, da primeira série do ensino fundamental nas salas do Colégio de Aplicação, até a conclusão deste bacharelado. Grande é o orgulho que tenho de ter sido parte desta instituição, bem como o amor que nutro pela Universidade do Brasil, pela universidade pública e gratuita que, contra todas as adversidades - internas e externas, permanentes ou transitórias -, de forma exemplar leva adiante a eterna necessidade de educar.

RESUMO

Perdendo momento angular pela emissão de ventos estelares magnetizados, as estrelas anãs frias da seqüência principal têm suas taxas de rotação continuamente frenadas, diminuindo a eficiência de seus dínamos e, conseqüentemente, o nível médio de atividade cromosférica. Desta forma, o preenchimento cromosférico observado em linhas de alta opacidade pode ser traduzido em um potencial indicador de idade, um dos parâmetros astrofísicos de mais imprecisa determinação.

Embora o cenário seja de louvável simplicidade, o assunto tem se mantido largamente inexplorado de um ponto de vista quantitativo. Dos trabalhos publicados, a grande maioria dá ênfase às linhas H e K do Ca II (eg. Skumanich 1972, Linsky et al. 1979), de emissão cromosférica mais evidente, porém também mais afetada por fenômenos transientes e modulações de fase. A linha H α , ainda que amplamente utilizada no estudo da emissão cromosférica solar, recebeu menos atenção para este problema em particular, e apenas duas tentativas (Herbig 1984, Pasquini & Pallavicini 1991) foram feitas no sentido de calibrá-la para uso como diagnóstico cromosférico em anãs frias. Destas, apenas uma (Herbig 1984) se propôs a construir um indicador de idade. Contudo, a pequena amostra de 43 estrelas utilizada, na qual todas - exceto duas - são estrelas de campo, impossibilitou uma análise suficientemente acurada.

Neste trabalho, apresentamos o resultado da calibração de H α como diagnóstico cromosférico e indicador de idade, utilizando uma amostra estatisticamente significativa, acumulada em dez anos de observações, totalizando 175 estrelas da vizinhança solar. A presença de estrelas cujas idades são muito bem determinadas, pertencendo a aglomerados e grupos cinemáticos, dão confiança à nossa análise. Investigamos também a possibilidade de que estrelas da mesma idade tenham seguido trajetórias distintas de decaimento cromosférico, identificando – no mesmo intervalo de idades – efeitos de metalicidade e massa. Estes parâmetros, entretanto, bem como a idade, parecem ser significantes apenas pra estrelas anãs, perdendo sua importância quando no ramo das subgigantes. Este resultado sugere que, nestas estrelas evoluídas, o mecanismo de emissão não seja de natureza magnetohidrodinâmica, em acordo com modelos recentes (de Pontieu et al. 2001). Por fim, apresentamos o resultado de uma busca em H α pelo análogo ao efeito Wilson-Bappu (Wilson & Bappu 1957) presente na linha K do Ca II, encontrando forte correlação não somente com luminosidade, mas também com temperatura efetiva.

Palavras-chave: estrelas, cromosfera – estrelas, atividade cromosférica – estrelas, espectroscopia - estrelas, tipo solar – estrelas.

ABSTRACT

Losing angular momentum through magnetized stellar winds, cool main sequence dwarfs have their rotation continuously braked, reducing the efficiency of their dynamos and, consequently, their degree of chromospheric activity. Because of this, the chromospheric filling observed in high opacity spectral lines can be translated into a potential indicator of age, a quantity which still is one of the most uncertain parameters in stellar astrophysics.

Although this scenario exhibits remarkable simplicity, it is a subject which has remained largely unexplored in a quantitative way. Among the works which have been published, most tend to focus on the H and K lines of Ca II (e.g. Skumanich 1972, Linsky et al. 1979), in which the chromospheric emission is more obvious, but also more affected by transient phenomena and phase modulation. The H α line, although widely used for measuring chromospheric activity in solar physics, has received less attention in relation to this particular problem, and only two attempts (Herbig 1984, Pasquini & Pallavicini 1991) have been made to calibrate it for use as chromospheric diagnostic in cool dwarfs. Of these two attempts, one (Herbig 1984) went so far as to develop an age indicator; however, the small sample of 43 stars used, in which all but two are field stars, did not allow for a sufficiently accurate analysis.

In this work we present the result of a calibration of H α as both chromospheric diagnostic and age indicator, built with a statistically significant sample, covering ten years of observations, and summing up to 175 solar neighbourhood stars. The presence of stars for which very accurate ages are determined, such as those belonging to clusters and kinematic groups, lends confidence to our analysis. We also investigate the possibility that stars of same age might perhaps have gone through different tracks of chromospheric decay, identifying - within the same age range - effects of metallicity and mass. These parameters, however, as well as age, seem to be significant only for dwarf stars, losing their meaning when we analyze stars in the subgiant branch. This result suggests that, in these evolved stars, the emission mechanism cannot be magnetohydrodynamic in nature, in agreement with recent models (de Pontieu et al. 2001). Last, we present the result of a search in H α for the analogue of the Wilson-Bappu effect (Wilson & Bappu 1957) for the Ca II K line, finding a strong correlation not just with luminosity, but also with effective temperature.

Key - words: stars, chromospheres – stars, chromospheric activity – stars, spectroscopy – stars, solar type – stars.

ÍNDICE

INTRODUÇÃO	11
CAPÍTULO 1	
AQUECIMENTO CROMOSFÉRICO	
1.1 - Mecanismos Propostos	16
1.2 - O Modelo Floresta	17
1.2.1 - Dissipação de Ondas de Alfvén	17
1.2.2 - Dissipação de Ondas Acústicas	19
1.3 - Reconexão Magnética	20
CAPÍTULO 2	
A FORMAÇÃO DO PERFIL DE H α	
2.1 - As Asas de H α como Indicadoras de Temperatura	21
2.2 - A Formação do Centro de H α	23
CAPÍTULO 3	
OBSERVAÇÕES E REDUÇÕES	
3.1 - Seleção da Amostra	26
3.2 - Especificações Técnicas	27
3.3 - Estrelas Observadas	28
3.4 - Redução dos Espectros	30
3.5 - Normalização do Contínuo	31
CAPÍTULO 4	
DERIVAÇÃO DE TEMPERATURAS EFETIVAS A PARTIR DAS ASAS DE H α	
4.1 - Síntese dos Espectros Teóricos	36
4.2 - Seleção das Janelas	37
4.3 - Cálculo das Temperaturas por Pixel	37
4.4 - Retirada de Linhas Telúricas	39
4.5 - Limitação do Método: Estrelas Frias	42

CAPÍTULO 5

H α COMO DIAGNÓSTICO CROMOSFÉRICO ESTELAR

5.1 - Perfil de Contraste Cromosférico	45
5.1.1 - Determinação da Largura do Perfil	45
5.1.2 - Correção do Efeito de Alargamento Rotacional	49
5.2 - Calibração em Fluxo Absoluto	50
5.3 - Subtração do Fluxo Fotosférico	52
5.4 - A Insensibilidade de H α ao Ciclo de Atividade e Estimativa dos Erros ...	54

CAPÍTULO 6

CONSTRUÇÃO DO INDICADOR DE IDADE

6.1 - Porque um método alternativo às Isócronas?	58
6.2 - Estrelas de Aglomerados e Grupos Cinemáticos	60
6.3 - Estrelas de Campo	63
6.3.1 - As Várias Bases de Dados deste Estudo	63
6.3.2 - Determinação de Massas e Idades	65
6.4 - O Comportamento das Subgigantes e a Limitação do Método	66
6.5 - Influência de Outros Parâmetros na Relação Idade – Atividade	70
6.5.1 - Parâmetros Evolutivos e Atmosféricos	70
6.5.2 - Presença de Sistemas Planetários	72

CAPÍTULO 7

A LARGURA DE H α E O EFEITO WILSON BAPPU

7.1 - A quantidade H_0	76
7.1.1 - Dependência com Luminosidade	76
7.1.2 - Influência da Temperatura Efetiva e Atividade Cromosférica ...	79
7.2 - H_0 e o Perfil de Contraste Cromosférico	81

CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS	82
---------------------------------	----

ANEXOS	85
--------------	----

REFERÊNCIAS	100
-------------------	-----

Introdução

Durante os curtos momentos em que o disco lunar eclipsa o solar, pode-se perceber que o que se segue à fotosfera não é um vácuo perfeito, mas uma longa e tênue atmosfera, constantemente ofuscada pelo enorme fluxo fotosférico. A parte interna desta atmosfera, brilhando com luminosidade dez mil vezes menor que a fotosfera, é avermelhada e visível somente durante 20 segundos, aproximadamente. A coloração avermelhada é devido à emissão em $H\alpha$, e dá o nome a essa camada: *cromosfera*.

O espectro da cromosfera é radicalmente diferente do espectro da fotosfera, pois sendo tênue, as linhas de Fraunhofer aparecem em emissão contra um contínuo quase nulo. Nele, são percebidas as linhas H e K do Ca II, as linhas de Balmer, as linhas D1 e D2 do sódio, e outras, do magnésio, ferro, cromo e silício, todas em emissão, com perfis de alargamento Doppler indicando temperaturas entre 6.000K e 10.000K.

Estas linhas aparecem proeminentes no espectro cromosférico pelo fato de serem linhas de alta opacidade, que se encontram em absorção na densa fotosfera, com fluxo no centro drasticamente rebaixado. O resultado da superposição dos espectros fotosférico e cromosférico é então linhas intensas com o perfil fotosférico de asas em absorção e considerável excesso de fluxo cromosférico nos seus centros profundos.

Estando a emissão da cromosfera intimamente ligada às manchas solares, regiões magnetizadas, os modelos teorizados para explicar estes fenômenos basearam-se na teoria magnetohidrodinâmica, nos quais os movimentos solares internos de rotação e convecção geram um efeito dínamo, mantendo os campos magnéticos responsáveis pelo ciclo de manchas (Parker 1955, Rosner & Weiss 1992) e aquecimento da alta atmosfera. Tais modelos vêm sendo aperfeiçoados desde sua criação, e uma de suas previsões mais significativas foi a da existência do *vento solar*, a chuva de partículas magnetizadas que, impossibilitadas de permanecer em equilíbrio hidrostático (Parker 1955), escapam da coroa rumo ao espaço interplanetário.

O plasma solar emanado sob forma de vento é forçado a seguir as linhas de campo magnético, carregando momento angular para longe da estrela e transmitindo a ela um pequeno torque, que desacelera sua rotação. Esse mecanismo de frenagem magnética, atuando por bilhões de anos ininterruptamente, acaba por gerar um retardo

considerável na taxa de rotação da estrela, diminuindo a eficiência do dínamo que aquece a cromosfera e a coroa.

O resultado mensurável deste processo é a queda da atividade cromosférica com a idade, pois um dínamo gradativamente mais deficiente injetará gradativamente menos energia magnética na cromosfera. Esperamos, assim, que, se nenhum outro mecanismo estiver presente, estrelas jovens terão uma alta taxa de rotação e, por conseguinte, dínamos eficientes produzindo alto grau de atividade magnética. Por outro lado, estrelas mais antigas já emitiram vento estelar por bilhões de anos, tendo sido amplamente frenadas, e devem, portanto, apresentar um baixo grau de atividade magnética. A observação do grau de preenchimento cromosférico no centro do perfil de linhas muito intensas torna-se, portanto, um potencial diagnóstico de idade.

A observação do grau de atividade cromosférica em outras estrelas se concentrou nas linhas H e K do Ca II desde as primeiras análises do fenômeno (Schwarzschild & Eberhard, 1913), fazendo destas linhas espectrais indicadores clássicos de atividade cromosférica. Posteriormente, o estudo da emissão nestas linhas foi desenvolvido por Olin Wilson, que em seus trabalhos demonstrou, entre outros resultados, que:

- a. o aparecimento do pico de emissão coincide com o estabelecimento de convecção nas camadas superficiais (Hoyle & Wilson 1958);
- b. a largura deste pico é função direta e unívoca da luminosidade da estrela (Wilson & Bappu 1956);
- c. a largura equivalente do pico de emissão decresce com a idade para estrelas de mesmo tipo espectral na seqüência principal (Wilson 1963, Wilson & Skumanich 1964).

Seus 25 anos de observação de estrelas de tipo solar nas linhas H e K do Ca II foram reportados postumamente (Baliunas et al. 1995), demonstrando também a ocorrência, em estrelas da vizinhança solar, de ciclos de atividade cromosférica semelhantes ao ciclo do Sol.

Em total contraste com as bem estudadas linhas H e K do Ca II, a linha H α , embora amplamente difundida no estudo da atividade solar, não recebeu a mesma atenção na astrofísica estelar, em parte porque a emissão nas linhas H e K Ca II é mais óbvia e de fácil mensuração, devido à quase completa supressão do fluxo fotosférico pela grande opacidade; e em parte porque as placas fotográficas do começo do século apresentavam maior sensibilidade na parte azul do espectro, sendo pouco sensíveis no

vermelho, onde se encontra $H\alpha$. Por conseguinte, apenas em 1983 foi reportada a primeira detecção de atividade cromosférica estelar pelo preenchimento de $H\alpha$ (Cayrel et al. 1983), artigo seguido pela determinação precisa da correlação entre a emissão em $H\alpha$ e na linha K do Ca II (Zarro & Rodgers 1983), e construção de um atlas dos espectros nestas regiões para um total de 85 estrelas, entre anãs, gigantes e supergigantes (Zarro 1983).

A relação idade/atividade cromosférica, tratada de modo quantitativo, é ainda menos presente na literatura, tanto para as linhas H e K do Ca II quanto para $H\alpha$. Skumanich (1972) reporta a primeira tentativa neste sentido, encontrando, através da análise espectroscópica das linhas H e K do Ca II para estrelas das Híades, Plêiades e Ursa Maior, uma queda que define como a raiz quadrada da idade. Sua análise, entretanto, não se baseia em uma amostra estatisticamente significativa, tendo menos de dez estrelas analisadas; sendo todas, exceto o Sol, estrelas muito jovens (< 2 Gano) e portanto não cobrindo toda a faixa de idades na seqüência principal.

Outro contraponto é o fato de que suas medidas de fluxo se referem apenas aos fluxos normalizados, mas não transformando as larguras equivalentes em unidades absolutas de fluxo na superfície da estrela. Dessa forma, suas medidas não expressam as perdas líquidas radiativas na cromosfera, mas tão somente uma relação entre largura equivalente e idade, que pode estar mascarada por efeitos não corrigidos de temperatura e outros parâmetros.

A correção para este efeito foi delineada por Linsky et al. (1979) e consiste em *a.* determinar, através de uma banda fotométrica, a quantidade de energia por tempo por área por angstrom a que a largura equivalente se refere e *b.* convertê-la, segundo a calibração de Barnes & Evans (1976) para unidades absolutas de fluxo na superfície da estrela. Voltaremos a tratar desse assunto no capítulo 5. Por hora, basta saber que o método de Linsky et al., embora originalmente direcionado para as linhas H e K do Ca II e seu tripleto no infravermelho, também é perfeitamente aplicável para o caso de $H\alpha$.

O uso da linha $H\alpha$ é vantajoso pois ela é menos sensível a fenômenos transientes como flares, ejeções de massa coronal e explosões magnéticas localizadas; fenômenos altamente energéticos que irão inundar de energia o espectro em raios X e ultravioleta, mas que pouco afetam o visível. Destaca-se também pela propriedade de caracterizar o fluxo médio cromosférico de maneira mais acurada que as linhas H e K do Ca II, pois apresentando um menor preenchimento cromosférico, as modulações de fase dentro um

ciclo de atividade são quase imperceptíveis, mesclando-se aos erros típicos cometidos no fluxo, devido à normalização e determinação da temperatura efetiva. Soma-se a isto o fato de que os modernos detectores de estado sólido têm sua eficiência quântica e sensibilidade maior no vermelho, ao contrário das antigas placas fotográficas. Além disso, as estrelas consideradas - de tipo solar - têm seu máximo de fluxo na região visível, o que favorece maior precisão em uma fotometria de banda estreita próxima de $H\alpha$ do que das linhas H e K do Ca II, no ultravioleta.

Entretanto, ainda que não houvesse qualquer vantagem em utilizar $H\alpha$, a necessidade de haver outro diagnóstico além das linhas do Ca II é vital. A grande maioria dos trabalhos que até a década de 80 atacaram o problema analisaram apenas estas linhas, considerando-as representativas das perdas radiativas na cromosfera. O núcleo de $H\alpha$, porém, se forma em regiões diferentes do que aquelas onde se formam H e K, respondendo, portanto, de maneira diferente a mudanças nas condições físicas da cromosfera. A calibração de $H\alpha$, neste sentido, não apenas ajudará a melhor determinar o balanço de energia, mas também a melhor discernir a estrutura das altas atmosferas estelares.

Com este objetivo, Herbig (1984) e Pasquini & Pallavicini (1991) publicaram os únicos trabalhos que mensuram perdas cromosféricas líquidas de radiação em $H\alpha$, encontrando resultados consistentes entre si utilizando duas bandas fotométricas diferentes. Este trabalho se soma a estes dois. Os parâmetros das três análises são sumarizados na tabela abaixo:

	Herbig 1985	Pasquini & Pallavicini 1991	Este Trabalho
Resolução no centro de $H\alpha$	0,74 Å	0,11 Å	0,30 Å
<i>No. de estrelas</i>	43	87	175
<i>Classes de</i>			
Amostra <i>Temperatura</i>	F8 – G3	F8 – K5	F5 – K0
<i>Classes de</i>			
<i>Luminosidade</i>	V	IV e V	IV e V
Banda Fotométrica	Larga V de Johnson	Estreita $\lambda\lambda 6550-6600$ de Willstrop	Estreita $\lambda\lambda 6550-6600$ de Willstrop
Indicador de Idade	Sim	Não	Sim

Realizamos um estudo detalhado da linha $H\alpha$ como indicador fundamental de idade e atividade cromosférica, em uma amostra de estrelas com parâmetros atmosféricos bem determinados. A amostra de 175 estrelas é sem par na literatura, e nos permitiu uma calibração estatisticamente mais confiável do que as precedentes.

Nos preocupamos em tornar o assunto acessível ao estudante iniciante e, assim, os dois primeiros capítulos tratam, respectivamente, dos mecanismos não térmicos que aquecem a alta atmosfera, fundamental para analisar as perdas radiativas da cromosfera e interpretar o fluxo basal observado nas estrelas mais evoluídas; e dos aspectos teóricos da formação do perfil de $H\alpha$ na fotosfera e na cromosfera.

No capítulo três, adentramos à pesquisa em si, procedendo à descrição da amostra de estrelas observadas e redução dos espectros. O quarto capítulo descreve o procedimento automatizado para determinação de temperaturas efetivas a partir das asas de $H\alpha$, ao passo que o quinto trata da conversão das áreas abaixo do perfil de $H\alpha$ em fluxos absolutos na superfície da estrela, resultando na calibração do diagnóstico cromosférico.

O sexto trata da construção do indicador de idade, cautelosamente separando anãs e subgigantes. Segue-se, ainda no capítulo sexto, a verificação da hipótese da existência de correlação da atividade cromosférica com outros parâmetros além da idade, tendo sido identificadas a massa e a metalicidade como relevantes para as anãs.

No sétimo, apresentamos o resultado detalhado da busca, em $H\alpha$, pelo análogo ao efeito Wilson-Bappu (Wilson & Bappu, 1957) que ocorre na linha K do Ca II, procedendo, finalmente, à conclusão deste trabalho.

Capítulo 1

Aquecimento Cromosférico

1.1 Mecanismos Propostos

Na segunda metade do século XX, entender o mecanismo que aquece a cromosfera e a coroa se constituiu em um problema que perturbou a comunidade dos físicos solares. A exata explicação ainda não foi alcançada, mas não está longe no horizonte. Podemos, teoricamente, delinear de antemão os possíveis mecanismos pelos quais a energia chega na alta atmosfera pois, assumindo um mecanismo puramente eletromagnético, o teorema de Poynting da conversão trabalho-energia deve ser satisfeito:

$$\frac{dW}{dt} = -\oiint \mathbf{S} \cdot d\mathbf{a} \quad 1.1$$

onde $\mathbf{S} = \mathbf{E} \times \mathbf{B} / \mu = -(\mathbf{v} \times \mathbf{B}) \times \mathbf{B} / \mu$ é o vetor de Poynting, o fluxo injetado; \mathbf{B} é o campo magnético; \mathbf{E} , o campo elétrico; μ , a permeabilidade magnética e \mathbf{v} a velocidade de propagação das ondas eletromagnéticas no meio. Usando a lei de Ampère, a lei de Ohm e a lei de Faraday, reescrevemos o teorema de Poynting como:

$$\oiint \mathbf{S} \cdot d\mathbf{a} = \frac{\partial}{\partial t} \int \frac{B^2}{2\mu} dV + \frac{1}{\sigma} \int J^2 dV + \int \mathbf{v} \cdot (\mathbf{J} \times \mathbf{B}) dV, \quad 1.2$$

onde \mathbf{J} é a densidade de corrente e \mathbf{v} a velocidade do fluido. A eq. 1.2 mostra que a injeção de energia eletromagnética (lado esquerdo) produz três efeitos. Respectivamente, aumento da energia magnética, aquecimento resistivo (efeito Joule) e acelerações pela força magnética. Logo, nos diz que uma parte da energia é armazenada e pode eventualmente ser liberada, por exemplo, em *flares*; enquanto outra parte é continuamente dissipada (embora a uma taxa muito baixa devido à baixa resistividade); e a parte final da energia pode acelerar o plasma. Esta aceleração pode ser dar de duas

formas: com ou sem transporte da matéria. No primeiro caso, as acelerações são lineares ou centrípetas; no segundo caso, estaremos diante de ondas.

Em vista desse teorema, os mecanismos propostos em diversos artigos podem ser agrupados basicamente em dois tipos, e certamente uma combinação dos dois está atuando:

1. Dissipação de ondas que adentram a cromosfera.
2. Reconexão Magnética em pequenos loops (microflares) que se estendem na atmosfera do Sol .

1.2 O Modelo Floresta

1.2.1 Dissipação de Ondas de Alfvén

As fotos do limbo solar obtidas pelos observatórios solares espaciais, como o YOKKOH, SOHO, TRACE, entre outros, mostram uma série de tubos de plasma (fig 1.1) que emanam das manchas solares na superfície do Sol, adentrando a cromosfera até se rarefazem, ainda abaixo da coroa. Tendo em mente que as linhas de campo magnético estão congeladas no plasma, o que o olhar científico nos revela é que os tubos são *feixes de linhas de campo magnético*, que partem da fotosfera normalmente às regiões magnetizadas, levando energia e momento que se dissipam na cromosfera, provocando a extinção do tubo numa dada altitude.

A propagação de energia e momento por um campo magnético não pode ocorrer de outra forma senão na forma de *ondas*, o que nos leva à conclusão de que há formação de ondas nos feixes de linhas, e a energia liberada por sua dissipação pode contribuir para solucionar o problema das altas temperaturas da cromosfera. De fato, a teoria magnetohidrodinâmica prevê que, dentro dos tubos, perturbações na velocidade do plasma excitam ondas transversais, e perturbações na sua densidade excitam ondas longitudinais. Estas ondas que se propagam pelas linhas dos campos magnéticos nos plasmas são chamadas de *ondas magnetohidrodinâmicas* ou *ondas de Alfvén*, a quem se deve a teoria.

As ondas de Alfvén não são difíceis de serem visualizadas. Estando as linhas de campo congeladas no plasma, elas estão submetidas a uma tensão, uma resistência a serem esticadas. Assim, uma perturbação aplicada se propaga como uma onda, a *onda*

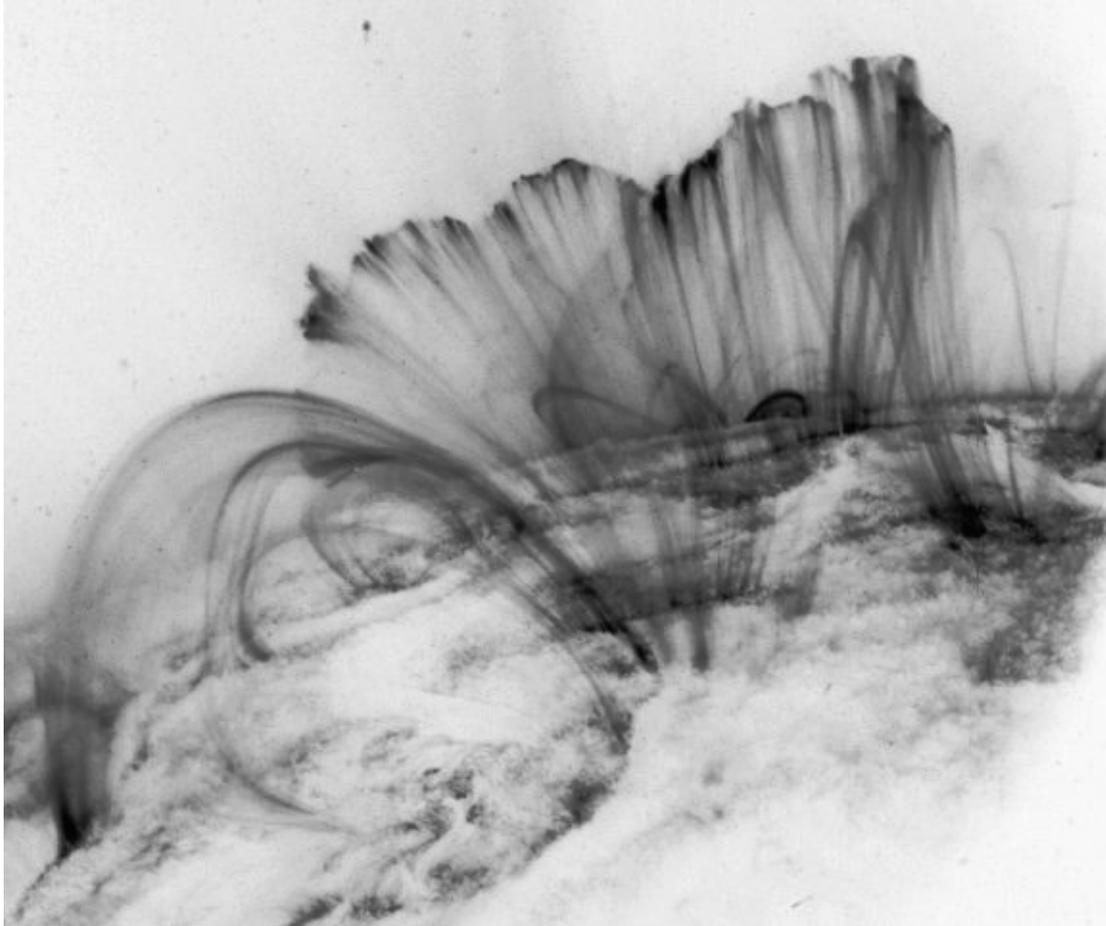


Fig 1.1. Imagem do Sol, obtida pelo satélite TRACE (*Transition Region And Coronal Explorer*), em 15 de novembro de 2000. O grande *loop* coronal é visto à frente de uma tempestade magnética. Os traços menos nítidos são tubos de plasma que acompanham as linhas de campo magnético emanando verticalmente das manchas. A dissipação da energia contida nestes tubos, acredita-se, é responsável pelo aquecimento da alta cromosfera solar.

de Alfvén, transversal à linha de campo, e com velocidade que é a raiz da tensão magnética sobre a densidade do plasma, dita velocidade de Alfvén.

Quando permitimos ao plasma a compressibilidade, verificamos que ondas acústicas também são excitadas, pela compressão e rarefação de perturbações de densidade. Estando as linhas de campo magnético congeladas no plasma, elas também sofrem compressão e rarefação, propagando-se de forma longitudinal e comportando-se, portanto, como uma onda acústica. Trata-se da *Onda Magnetoacústica*.

Ao cruzar a fotosfera e adentrar a cromosfera, a onda magnetoacústica experimenta uma mudança brusca de densidade, de um meio mais denso para outro menos denso, acarretando uma mudança na velocidade da onda, acelerando-a. Para ondas longitudinais em meios densos isso não será muito problemático, mas em meios rarefeitos essas ondas terão sua forma modificada devido a efeitos não-lineares. Isso

pode ser visto mais facilmente se lembrarmos que a velocidade do som depende da densidade do meio, e será maior onde houver uma compressão do que onde houver uma rarefação. Em meios densos, como o ar à temperatura ambiente, as diferenças de densidade produzidas pela compressão e rarefação na propagação da onda não são comparáveis à densidade média do meio, e então a diferença de velocidade entre a zona de compressão e a zona de rarefação é desprezível.

Nas baixíssimas densidades da cromosfera, no entanto, esse efeito não-linear é extremamente importante, e a zona de compressão da onda magnetoacústica irá se propagar consideravelmente mais rápido que a zona de rarefação. O resultado é uma mudança progressiva na forma da onda, que se inclina mais e mais até que uma descontinuidade se estabeleça. Nesse estágio, a frente de onda se torna uma onda de choque, que é rapidamente amortecida devido à pequena - mas presente - viscosidade do meio, liberando sob forma de calor a energia carregada pela onda. Nesse cenário, o efeito líquido da passagem de uma onda de choque é o aquecimento do plasma.

Ao contrário da bem entendida dissipação de ondas longitudinais, o mecanismo de amortecimento de ondas de Alfvén transversais ainda é motivo de discussão. As análises mais recentes (e.g., De Pontieu et al 2001, Fawzy et al 2002) creditam o amortecimento de ondas transversais às colisões entre as partículas do plasma cromosférico e a do plasma que a onda de Alfvén carrega. Baseado neste modelo, as simulações numéricas realizadas computam um total de até 10^9 ergs $\text{cm}^{-2}\text{s}^{-1}$ liberados na cromosfera pelo amortecimento de ondas transversais, valor este suficientemente alto para explicar o intenso aumento de temperatura.

1.2.2 Dissipação de Ondas Acústicas

Ondas acústicas também se propagam em um plasma, e por não estarem acopladas a campos magnéticos, não estão restritas aos tubos de plasma da fig 1.1, ocorrendo por toda a cromosfera. Sendo ondas longitudinais, são dissipadas do mesmo modo que as ondas magnetoacústicas; entretanto, por carregarem muito menos energia, são logo dissipadas na base da cromosfera. Essa dissipação de ondas acústicas tem efeito importante, pois não depende de campos magnéticos, existindo mesmo em estrelas onde a taxa de rotação decresceu a níveis tais que o dínamo não tem mais eficiência para suprir a cromosfera de energia magnética. Nessas estrelas, a dissipação de ondas acústicas deve ser o único mecanismo atuante de aquecimento cromosférico, e

deve ser observada como um *fluxo basal* nas frequências opacas do espectro de estrelas excepcionalmente inativas.

O cenário do aquecimento cromosférico então parece surgir de forma mais clara. Em analogia com uma floresta, onde vemos grandes árvores com suas folhas altas formando a vegetação densa e relva rasteira formando um tapete verde, podemos visualizar a dissipação de energia não térmica na cromosfera do mesmo modo: tubos de plasma se elevam a grandes altitudes e dissipam energia das ondas de alfvén na alta cromosfera. Paralelamente, ondas acústicas de menor energia ocorrem por toda sua área, sendo amortecidas na baixa cromosfera.

1.3 Reconexão Magnética

A reconexão magnética é um fenômeno que libera a energia não pela forma de ondas, mas *diretamente* do campo magnético, de forma *explosiva*. Quando duas linhas de campo de polaridade oposta se encontram, o campo magnético naquela região é abruptamente anulado. Depois da quebra, dita aniquilação, se segue a reconexão das linhas de campo, em outra configuração. Entretanto, enquanto o campo magnético pode ser anulado, o plasma não sofre tal comportamento, sendo expulso pela liberação explosiva da energia magnética armazenada. O resultado cinético deste processo é a aceleração do plasma a altas velocidades, que se acredita ser a origem dos *flares* solares.

Parker (1994) argumenta que a reconexão também ocorre em menores escalas, nos *loops* coronais. Visualizando um *loop* como uma série de feixes de linhas de campo (os tubos de fluxo discutidos na seção anterior) dispostos juntos e entrelaçados, as linhas de campo se cancelam em uma série de pontos, gerando reconexões magnéticas localizadas que dão origem a *microflares*. Além disso, a liberação da energia armazenada fatalmente acarreta ondas de choque e grandes correntes elétricas, efeitos que também terão o resultado final de aumentar a energia cinética do plasma. Análises recentes (e.g. Priest 1997) demonstram que este modelo libera expressivamente mais energia do que o amortecimento de ondas de alfvén reproduzindo com boa precisão a temperatura cinética da coroa.

Capítulo 2

A Formação do Perfil de $H\alpha$

Sendo o elemento de maior abundância nas atmosferas estelares, a opacidade nos centros das linhas do hidrogênio é ordens de grandeza maior do que na maioria das linhas de outros elementos, e seus perfis mostram asas extremamente alargadas por uma gama de fenômenos. As linhas que este elemento provoca no espectro são, portanto, valiosas fontes de informação, revelando importantes características das atmosferas estelares.

Em nosso caso, nos concentramos em $H\alpha$, linha espectral correspondendo à transição entre os níveis quânticos $n=2$ e $n=3$ do átomo de hidrogênio, que apresenta dois aspectos fundamentais:

- a.* as asas se revelam um excelente indicador de temperatura efetiva em estrelas frias;
- b.* a opacidade no centro da linha é grande o suficiente para que nela observemos a emissão da cromosfera.

Estas características nos permitirão determinar a perda radiativa absoluta em $H\alpha$ na superfície da estrela, o que faremos no capítulo 5. Uma vez que a formação de $H\alpha$ é bem discutida em diversos livros textos (e.g., Unsöld 1955, Gray 1976, Mihalas 1979, Böhm-Vitense 1989), vamos discorrer brevemente apenas sobre estes dois aspectos relevantes à nossa análise.

2.1 As Asas de $H\alpha$ como indicadoras de temperatura

Descrever a formação de $H\alpha$ é especificar os exatos mecanismos que contribuem de forma significativa para o coeficiente de opacidade κ_ν ao longo da linha. Nas linhas metálicas as principais influências se devem ao alargamento doppler provocado pelos movimentos térmicos, e ao alargamento colisional devido às perturbações nos níveis de energia pelas partículas vizinhas. O perfil doppler gaussiano e colisional lorentziano são então convoluídos no chamado perfil de Voigt, e a discrepância entre o perfil calculado

e o perfil observado é removida introduzindo a microturbulência, um parâmetro *ad hoc* representando um campo de velocidades que deve ser somado ao campo de velocidades de Maxwell-Boltzmann. Este parâmetro, cuja origem parece estar associada a fenômenos hidrodinâmicos nas atmosferas estelares, deve ser introduzido uma vez que a consideração apenas do perfil Doppler térmico não consegue explicar totalmente os perfis observados nas atmosferas estelares

Todavia, se apenas estes mecanismos estivessem atuando nas linhas do hidrogênio, a largura equivalente de H α no Sol seria da ordem de 100 mÅ. A largura equivalente de 4 Å observada claramente se deve a outros fatores. De fato, o coeficiente de absorção do hidrogênio neutro conta não apenas com os efeitos de velocidades dos átomos (doppler térmico e microturbulência), e colisões com átomos de hidrogênio neutro e outros elementos (alargamento por ressonância e de Van der Waals, respectivamente), mas também com absorção devido à interação com íons (efeito Stark linear). Cada efeito tem seu perfil característico, que devem ser convoluídos de modo a resultar no perfil observado. Os alargamentos Doppler térmico e por microturbulência apresentam perfis gaussianos, enquanto os alargamentos natural, de Van der Waals e por ressonância são descritos por lorentzianas. Os dois se combinam em um perfil de Voigt, que convoluído com o perfil Stark geram o perfil total de absorção da linha.

O efeito Stark é o análogo elétrico do efeito Zeeman, se referindo a perturbações nos níveis de energia do hidrogênio provocados pelos campos elétricos de íons próximos. Desta forma, a intensidade do efeito Stark é proporcional ao número de íons na atmosfera que pode ser igualada, em primeira aproximação, ao número de elétrons livres se considerarmos que as espécies estão no máximo uma vez ionizadas. O coeficiente de absorção da linha então será proporcional não apenas à população de átomos em $n=2$, mas também ao número de elétrons livres. Sendo a profundidade da linha proporcional ao coeficiente de absorção na linha sobre o coeficiente de absorção do contínuo, temos:

$$R_\nu \propto \frac{(\kappa_\nu)_L}{(\kappa_\nu)_C} \propto \frac{N_H(n=2).n_e}{N(H^-)} \quad 2.1$$

Onde estamos considerando estrelas de tipo solar, cuja opacidade no contínuo de Paschen é devida principalmente ao íon H $^-$. Uma vez que este íon só é formado a partir

de hidrogênio no estado fundamental, a equação de Saha nos diz que sua população é igual à $N_H(n=1).n_e$ vezes uma função única da temperatura. Temos então que

$$R_\nu \propto \frac{N_H(n=2)}{N_H(n=1)\theta(T)} \quad 2.2$$

Mas, em equilíbrio termodinâmico local (ETL), as populações entre dois níveis de excitação é descrita pela equação de Boltzmann, e é também função única da temperatura. Desse modo, concluímos que, nesta aproximação, as profundidades das asas das linhas de Balmer são *exclusivamente determinadas pela temperatura*.

Na prática, a população de íons não é rigorosamente igual ao número de elétrons livres, de modo que não podemos cortar n_e na equação 2.1. A presença do fator n_e torna R_ν dependente da gravidade superficial, que determina a pressão eletrônica. Também desprezamos a ocorrência do alargamento 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, de modo que, a rigor, teremos $R_\lambda = R_\lambda(T_{eff}, \log g, [Fe/H])$. Entretanto, a dependência das asas das linhas de Balmer com os fatores adicionais é muito menos pronunciada do que com a temperatura. A linha $H\alpha$, particularmente, é virtualmente insensível à gravidade e metalicidade, como mostram as simulações (fig 2.1) de Fuhrmann et al. (1993).

Esta insensibilidade a outros fatores torna as asas de $H\alpha$ excelentes indicadores espectroscópicos de temperatura, propriedade que utilizamos em nossa análise.

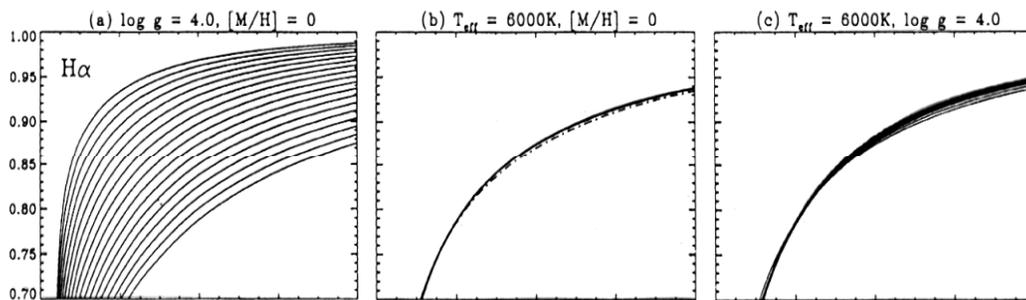


Fig 2.1. Variação do perfil da asa de $H\alpha$ com os parâmetros estelares. (a) temperatura efetiva, de 5.000K (acima) a 6.700K (abaixo) em passos de 100K. (b) gravidade superficial, em passos de 0,5 (em logaritmo), de 3,0 a 4,5 (linha tracejada) (c) metalicidade, variando de -3,5 (acima) a 0,0 (abaixo), com passos de 0,5. Reproduzido de Fuhrmann et al, 1993.: *Balmer Lines in Cool Dwarf Stars*.

2.2 A Formação do centro de H α

Sendo uma linha de extrema opacidade, o centro de H α é formado em camadas muito altas da atmosfera. Nestas camadas, acima da fotosfera, a densidade é extremamente baixa e, como resultado, a matéria não está acoplada ao campo de radiação. Ao invés disto, o que determina as taxas de excitação e ionização são *colisões* com partículas energéticas do plasma aquecido pelos fenômenos descritos no capítulo 1. A função fonte do centro de H α se afasta apreciavelmente da função de Planck: o equilíbrio termodinâmico local deixa de ser uma aproximação razoável.

Diversas análises verificam a existência de *platôs* na cromosfera onde a temperatura é constante durante alguns quilômetros verticalmente, o que é evidência de que nestas regiões a energia não está sendo depositada no reservatório térmico. Ao invés disto, uma hipótese mais razoável seria que a energia cinética dada aos átomos fosse repassada aos elétrons por colisões. Os elétrons então sofrem excitação, e frações de segundo depois voltam ao nível original. O resultado líquido deste processo seria a emissão cromosférica em frequências discretas, linhas formadas em uma certa altura.

A temperatura decresce acima da fotosfera até atingir um mínimo na baixa cromosfera, a partir do qual as ondas de alfvén começam a ser dissipadas e a inversão de temperatura ocorre. No mínimo de temperatura, a população de átomos de hidrogênio em $n=2$ é menor que a necessária para produzir absorção significativa, o que nos leva a concluir que esta região é transparente em H α .

Curiosamente, Schoolman (1972) calcula que a emissão cromosférica de H α parte de duas alturas bem definidas. A mais alta, a 1.000 km acima da fotosfera, concorda com um dos platôs observados. A outra região se encontra abaixo do ponto de temperatura mínima, na baixa cromosfera, e é compatível com a região onde as ondas acústicas são dissipadas.

Como consequência, a radiação emitida pela cromosfera no centro da linha vem de duas regiões distintas, uma acima e outra abaixo da região de mínimo. Separadas por mil quilômetros, as contribuições respondem a processos físicos bem distintos – um, magnetohidrodinâmico; outro, acústico –, fazendo suas identificações serem mais claras do que nas linhas H e K do Ca II, que têm contribuições de todas as camadas da atmosfera. A razão disto é que as linhas H e K partem do fundamental, um nível muito populoso em qualquer camada da atmosfera. H α , partindo de um dos níveis excitados, é

subordinada ao campo de radiação na fotosfera, e às taxas de colisão na cromosfera; o que a faz apresentar as regiões definidas de máxima emissão: aquelas onde as populações e as condições termodinâmicas do meio encontram um ponto ótimo.

Capítulo 3

Observações e Reduções

3.1 Seleção da Amostra

Os objetos observados neste projeto foram selecionados de modo a termos uma amostra estatisticamente significativa de estrelas em uma faixa de idades abrangendo toda a evolução de uma estrela de tipo solar na seqüência principal. Privilegiamos então estrelas para as quais as determinações de idade estão sujeitas a menores erros, e outras de idades muito bem definidas na literatura.

Com base nisso, foram preferidas estrelas de aglomerados, tendo sido observados anãs das Híades e Plêiades. Também observamos membros de Grupos Cinemáticos, que são grupos de estrelas que apresentam as mesmas componentes de velocidade galácticas, evidenciando uma origem, e presumivelmente uma idade, comuns. As estrelas de grupos cinemáticos formam portanto um diagrama HR apropriado de estrelas de mesma idade e composição química, com espalhamento reduzido; as mesmas propriedades, portanto, de um aglomerado, exceto pelo fato de que não são espacialmente localizados e coesos. Dessa forma, acredita-se que o grupo cinemático seja o estágio intermediário do processo de dispersão de um aglomerado em estrelas de campo (Soderblom & Mayor 1993, e referências lá citadas). Exemplos bem estudados são os Grupos Cinemáticos Ursae Majoris, ζ Reticuli e HR1614, tendo sido os três observados para este trabalho.

Quanto a objetos isolados, selecionamos estrelas da base de dados de Monte Wilson, que tem sua emissão cromosférica das linhas do Ca II monitoradas há quatro décadas, tendo períodos de rotação bem determinados. Esta base de dados também é rica em estrelas cromosféricamente quietas conforme determinados pela emissão nas linhas H e K do Ca II; algumas destas estrelas quietas foram observadas, com o propósito de definir o fluxo fotosférico que deverá ser corrigido. O assunto será detalhadamente discutido no capítulo 5.

Observamos também estrelas que comprovadamente abrigam planetas, de modo a testar se estas se constituem num grupo que apresenta distinta trajetória de perda de

momento angular, relativamente à apresentada pelas outras estrelas da amostra. Outro grupo de estrelas também foi incluído na amostra, porém as estrelas que o compõem não se destacam pelas mesmas razões que as citadas acima. Visto à longa base de tempo em que a coleta de dados para este trabalho foi realizada, neste grupo figuram estrelas para as quais existiam análises espectroscópicas já previamente realizadas por nós, em outros trabalhos. Estas estrelas serão particularmente úteis para boas determinações de idade, em virtude da gama de métodos empregados para calcular suas temperaturas: fotométrica, de excitação e $H\alpha$; de modo que as incertezas são reduzidas. Voltaremos a esse assunto no capítulo 6, quando construirmos o indicador de idade.

As estrelas selecionadas podem então ser classificadas em:

Aglomerados	Grupos Cinemáticos	de Campo
Plêiades	Ursae Majoris	Já Estudadas
Híades	ζ Reticuli	Estrelas com Planetas
	HR 1614	Mte. Wilson

Todas as estrelas foram selecionadas de modo a serem observadas do hemisfério sul, e com limite de magnitude de até $V=7.0$, garantindo espectros de razoável relação sinal/ruído mantendo ao mesmo tempo a alta resolução. As exceções cabem às anãs G das Híades, com $V \sim 8.5$; e das Plêiades, fracos objetos de $V > 10$ que nos renderam complicações para serem observados de maneira eficiente. Contudo, a relevância que a elas cabe - de serem as estrelas mais jovens da amostra - justifica o esforço observacional requerido.

3.2 Especificações Técnicas

Realizamos observações espectroscópicas das estrelas selecionadas com o espectrógrafo *Coudé* do telescópio de 1.60m do Observatório do Pico dos Dias (OPD, Brasópolis), operado pelo Laboratório Nacional de Astrofísica (LNA/CNPq). A esmagadora maioria dos espectros OPD/LNA foi colhida utilizando uma câmara CCD de 1024 x 1024 pixels (pixel de 24 μm), rede de difração de 1.800 l/mm em primeira ordem direta, sob uma fenda de 250 μm , o que corresponde a uma projeção sobre 2,4

pixels, com uma dispersão linear de $0,13 \text{ \AA}/\text{pixel}$. O objetivo dessas especificações foi obter o máximo de eficiência entre a relação sinal/ruído (S/R) e a amostragem no centro de $H\alpha$, crucial para uma boa determinação do preenchimento cromosférico. A média da relação sinal-ruído alcançada em todos os espectros foi de 250 (fig 3.1).

Para as estrelas menos brilhantes da amostra, a saber, BD+23 527 ($V=10,6$), HD 282975 ($V=10,0$) e HD 282962 ($V=10,0$), anãs G das plêiades, exposições de 900s resultavam em espectros de $S/R \sim 30$, de modo que seriam necessários em torno de 20 espectros deste tipo para alcançar um espectro combinado de S/R razoável. Esse problema foi contornado aumentando a fenda de 250 para $500 \mu\text{m}$, diminuindo a resolução, mas aumentando a S/R para um mesmo tempo de exposição. Para testar se este procedimento revelava-se prejudicial à homogeneidade da amostra, observamos a estrela HD 1835 com as duas fendas e analisamos os dois espectros separadamente, encontrando valores compatíveis entre si para as temperaturas efetivas e os fluxos cromosféricos.

A missão de observação ocorrida em set/2001 coincidiu com a troca da câmara CCD de 1024×1024 do Observatório Pico dos Dias para outra câmara, de 4096×2048 pixels. Diversos imprevistos técnicos ocorreram durante a missão como, por exemplo, o registro de contagens negativas nos espectros tirados na segunda noite de observação, por problemas de software. Por esta razão foram todos descartados, tendo de ser re-observados nas noites subseqüentes, após a correção do defeito.

A maior cobertura deste novo CCD também representou problema, pois o processo de normalização do contínuo, como veremos, foi particularmente penoso e sujeito a maiores incertezas, devido a grande curvatura nos espectros, gerada pela considerável diferença de sensibilidade centro-periferia das células do novo CCD. Desejando minimizar a heterogeneidade inerente à uma amostra extensa, evitamos a utilização deste CCD nas missões subseqüentes, voltando ao antigo, de 1024×1024 pixels.

3.3 Estrelas Observadas

As estrelas selecionadas foram observadas em uma base de tempo longa, cobrindo nove anos de obtenção de espectros em $H\alpha$, possibilitando o acúmulo de uma

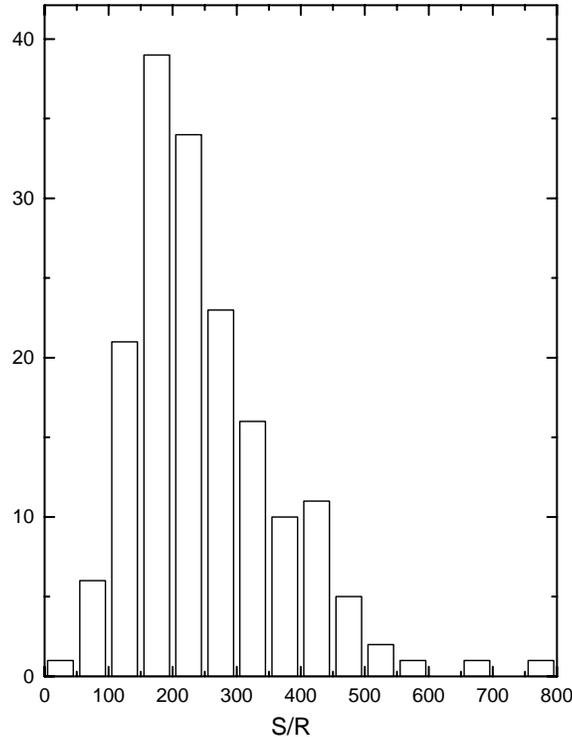


Fig 3.1. Histograma da distribuição da relação sinal-ruído alcançada em nossos espectros. A média é de 250, mas algumas estrelas mais fracas renderam espectros de sinal ruído menor que 100. Estas estrelas não foram utilizadas na análise.

base de dados que compreende 175 estrelas de tipo solar, contrastando com as 43 na análise feita por Herbig (1984), e 87 na de Pasquini e Pallavicini (1991), as duas únicas análises quantitativas de atividade cromosférica em $H\alpha$ apresentadas até o momento.

Realizamos 13 missões de observação, de setembro de 1994 a dezembro de 2002 (set/94, fev/95, jul/98, set99, mai/00, out/00, jun/01, set/01, out/01, mai/02, ago/02, out/02, dez/02). Listadas no anexo 1 estão o HR e HD das estrelas observadas, as datas da observação, magnitudes aparentes e a relação sinal ruído alcançada. Obtivemos também espectros do Sol, usando a Lua como espelho no visível na maioria das observações. As exceções cabem aos espectros colhidos em julho de 1998 e junho de 2001, em que foram usados, respectivamente, os satélites galileanos - igualmente eficientes em refletir o espectro solar – e o céu diurno.

Trabalhar com uma base de dados extensa, no entanto, fatalmente prejudica a homogeneidade da amostra, afinal, foram obtidas com instrumentos diferentes, ou em datas diferentes, ou ambos. Dentro da base de dados também existem blocos distintos no que diz respeito aos métodos de análise espectroscópica empregados para determinar

seus parâmetros atmosféricos. As diferentes bases de dados serão detalhadas no capítulo 6, quando procedermos à construção do indicador de idade.

3.4 Redução dos Espectros

Todos os espectros H α obtidos a partir de 2000 foram por mim reduzidos usando rotinas padrão do programa IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*). As imagens de ruído de leitura do CCD (*bias*) foram combinadas, e o ruído aleatório introduzido foi retirado pela substituição do *bias* combinado pelo polinômio que melhor ajusta seu perfil. Todas as imagens da mesma noite são então subtraídas por esse polinômio. Sendo resfriado com nitrogênio líquido, o CCD do OPD/LNA apresenta uma corrente de escuro desprezível, e a única correção instrumental ainda necessária é a eliminação da variação de sensibilidade pixel a pixel, a partir da divisão pelo *flat field*. No nosso caso, foram feitos *flats internos*, i.e. o espectro de uma lâmpada incandescente acoplada ao espectrógrafo. O *script* abaixo é um exemplo que resume esse processo em linhas de comando do IRAF.

```
cl>!more reducing.cl
ls bias*fits > bias.list
ls ff*fits > flat.list

unlearn imcombine
imcombine @bias.list bias_med.fits value=average reject=minmax nlow=2 nhigh=2
imcombine @flat.list flat_med.fits value=average reject=minmax nlow=2 nhigh=2

unlearn fit1d

fit1d bias_med bias_fit.fits axis=1 type=fit interac=no naverage=10 order=5 low_rej=2
high_re=2
fit1d bias_fit M_Bias.fits axis=2 type=fit interac=no naverage=10 order=5 low_rej=2 high_re=2

imarith flat_med - M_Bias flat_medzero.fits
imcopy flat_medzero[100:200,1:1024] M_Flat.fits

imarith hr5011_n1_6563_0001 - M_bias hr5011_n1_6563_0001zero.fits
imcopy hr5011_n1_6563_0001zero[100:200,1:1024] hr5011_n1_6563_0001trim.fits
imarith hr5011_n1_6563_0001trim / M_Flat hr5011_n1_6563_0001flat.fits
```

Depois deste processo, a tarefa *apall* é utilizada para ajustar um polinômio na região fora do perfil da imagem, corrigindo a luz espalhada e contribuição do fundo do céu. A mesma tarefa efetua também, após correção da luz de fundo, a extração da imagem unidimensional em fluxo arbitrário.

Com os espectros extraídos, pudemos proceder à calibração da escala pixel/lambda, a fim de converter as imagens pixel/fluxo em espectros lambda/fluxo. Com o auxílio do Atlas Solar de Kurucz et al. (1984), selecionamos uma série de linhas espectrais na região de H α , que apresentassem perfil estreito e estivessem relativamente isoladas. Identificando seus comprimentos de onda, pelo Catálogo do Espectro Solar de Moore et al (1966), pudemos proceder à calibração. Todos os espectros tiveram sua própria calibração pixel/lambda, deslocando-os imediatamente para a escala de repouso, eliminando assim a necessidade de corrigir desvios Doppler. O valor esperado da incerteza na posição do centro de H α alcançada por nosso procedimento é da ordem de 3 mÅ. Sendo da ordem de 6mÅ nos espectros mais ruidosos, e menor que 1mÅ nos de melhor exposição.

3.2 Normalização do Contínuo

Normalizar o contínuo de H α é tarefa delicada e, senão a mais difícil, das mais trabalhosas da redução e, certamente, a mais relevante; pois a intensidade do preenchimento cromosférico no centro de H α é muito baixa, de maneira que a confiabilidade das medidas deste fluxo cromosférico será muito abalada por uma normalização pouco precisa. A determinação das temperaturas efetivas pelas asas da linha também será muito comprometida por uma normalização que se afaste da realidade. Testes realizados com espectros solares mostram que um erro de 1% no fluxo normalizado pode facilmente acarretar erros da ordem de 100 K na determinação da temperatura efetiva.

O contínuo deve ser representado por uma curva suave, que reproduza a curvatura do espectro não normalizado. O procedimento padrão consiste em selecionar visualmente no espectro janelas e pontos livres de contaminação por linhas fotosféricas ou telúricas, seguido do ajuste do polinômio de menor ordem que ajusta estes pontos. Em um espectro livre de linhas muito intensas, a determinação de janelas de contínuo é simples e imediata, com muitos pontos ilustrando onde devemos ajustar o polinômio. H α , entretanto, é uma linha *extremamente* larga, cujas asas se estendem nas estrelas mais quentes até 30Å a partir do centro. Nessa região não há pontos do espectro que to-

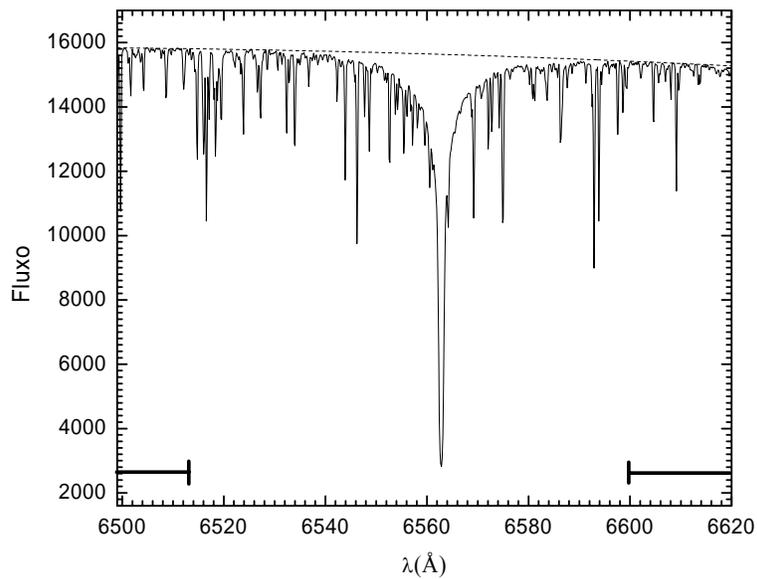


Fig 3.2a. Ajuste do contínuo. Apenas as regiões consideradas foram utilizadas para determinar o polinômio representado pela linha tracejada.

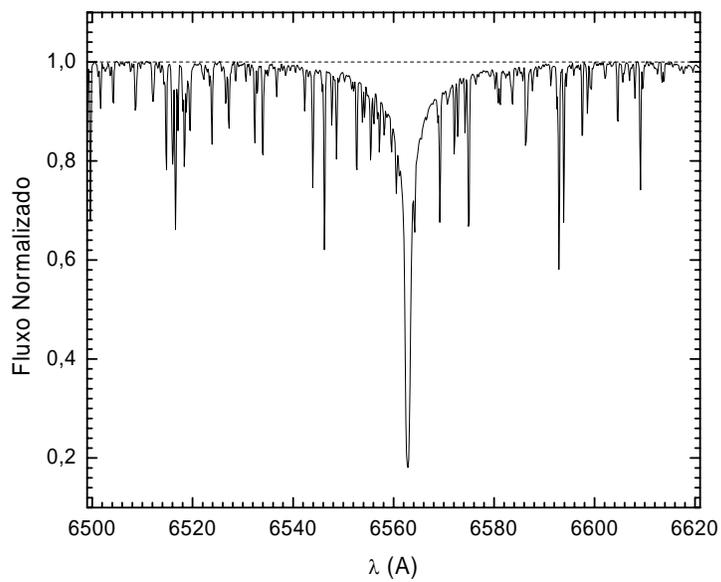


Fig 3.2b. O espectro normalizado. A presença das asas não impossibilitou a normalização.

quem o contínuo e, portanto, uma tentativa de normalização que resvale nas asas irá falhar na reprodução do fluxo real.

Em espectros de alta cobertura, a presença de $H\alpha$ não é muito problemática, pois havendo centenas de angstroms do lado azul e vermelho das asas estes facilitam a normalização. Contudo, nossos espectros são de *baixa cobertura*, englobando apenas a região $\lambda\lambda$ 6485-6630 Å. Nestes casos, o procedimento recomendado na literatura (Fuhrmann 1993, Barklem 2002) é a normalização por análise harmônica, realizando a transformada de Fourier do espectro e examinando as frequências residuais de menor ordem, que devem ser responsáveis pela curvatura. Outro método utilizado é proceder à normalização convencional, porém ignorando a região afetada por $H\alpha$, ficando, assim, com pequenas regiões de contínuo além das asas, pelas quais podemos passar o polinômio.

O método da análise harmônica é automático e elegante, porém de pouco controle e por isso mais sujeito a erros na determinação final do fluxo. O método "semi-convencional" é, em última instância, uma *abordagem de força bruta*, nos forçando a normalizar manualmente, um por um, todos os espectros. Entretanto, é mais controlável e menos impreciso; tendo sido, por essa razão, escolhido em detrimento do primeiro.

Para proceder à normalização, as regiões a serem usadas como amostra para o polinômio foram restringidas de modo a excluir as asas de $H\alpha$, tendo sido fixadas para todos os espectros nas áreas $\lambda\lambda$ 6485 - 6515 Å e $\lambda\lambda$ 6600 - 6630 Å. Em média, duas janelas do lado azul e quatro do lado vermelho puderam ser localizadas, e um polinômio de Legendre de terceira ordem (uma parábola) interpolado entre elas, como mostra a figura 3.2. A incerteza deste procedimento foi estimada normalizando espectros da mesma estrela tirados consecutivamente em uma mesma noite, encontrando valores da ordem de 0,5% do fluxo normalizado, um excelente acordo para nossos propósitos.

Os espectros obtidos nas observações de set/2001, com o CCD de maior cobertura, foram os mais desafiadores. Com o ambicioso intuito de termos amostrados no mesmo espectro, $H\alpha$ e linhas do FeI e FeII a fim de determinar temperaturas e metalicidades, posicionamos a rede de difração de forma tal que $H\alpha$ se localizasse na borda esquerda, possibilitando um maior número de linhas metálicas (fig 3.3a). A curvatura na periferia da imagem, porém, era muito acentuada, e a presença de $H\alpha$ impossibilitou a determinação do contínuo.

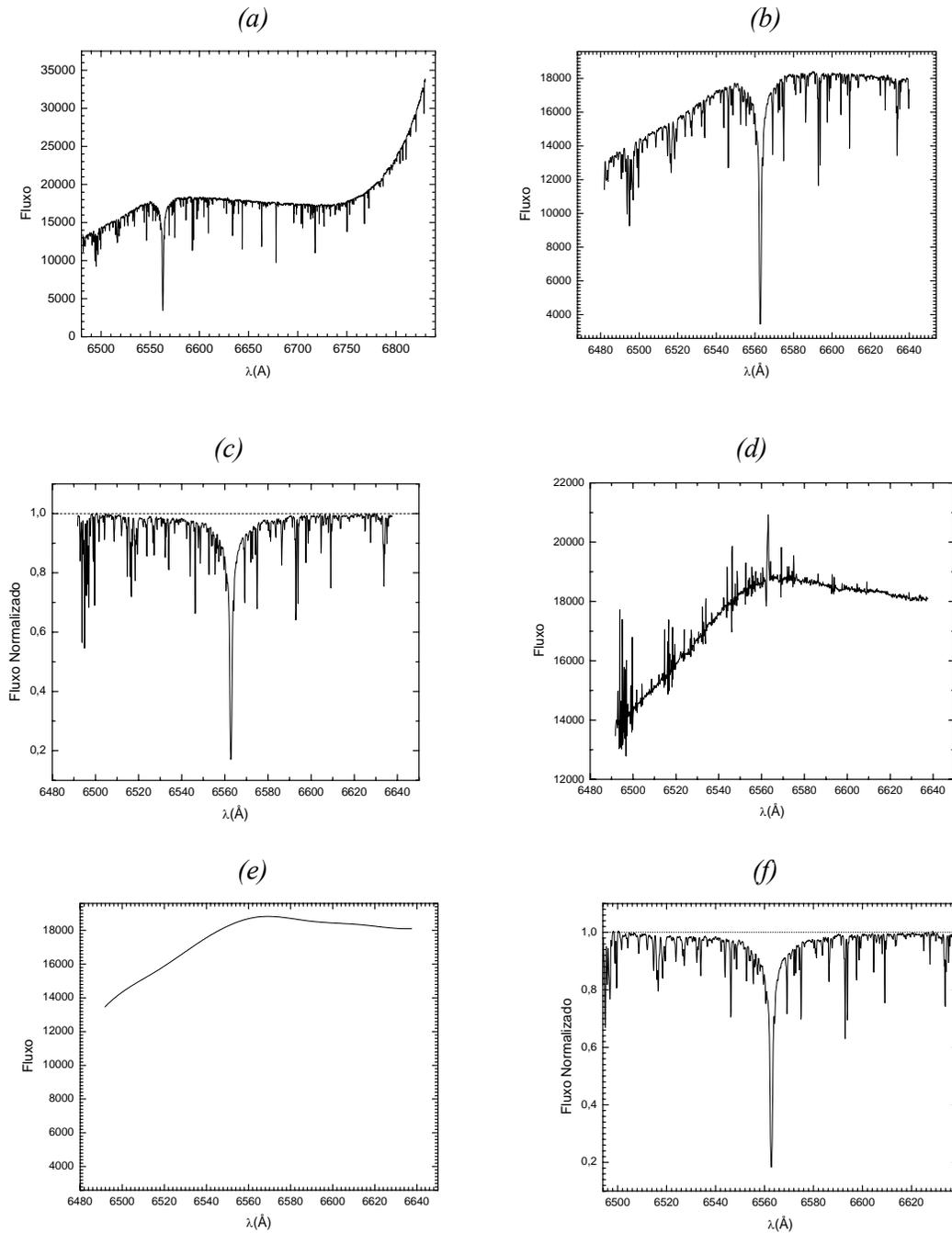


Fig 3.3. Procedimento de normalização adotado para os espectros das observações de set/2001. Para lidar com a maior curvatura do CCD, que impedia a normalização, cortamos do espectro (a) a região que contem H α (b). Esta região foi dividida por um espectro normalizado da mesma estrela obtido com o outro CCD (c), de modo que podemos determinar a curvatura a menos do ruído e linhas telúricas (d). A curvatura (e) é o polinômio que melhor ajusta d. Dividindo b por e, temos o espectro normalizado (f).

O problema foi resolvido com o auxílio de espectros normalizados da lua observados em outras datas, pela divisão deste espectro auxiliar pelo que se quer normalizar. A divisão nos dará a curvatura, a menos do ruído e linhas telúricas descasadas, efeito que pode ser eliminado pela substituição do espectro de razão pelo polinômio que o melhor ajusta; no caso em questão, foi determinado que um spline cúbico de sexta ordem era a função que melhor representava a curvatura. A divisão do espectro por este polinômio resulta no espectro normalizado, como esquematizado nas figuras 3.3. Visto que algumas estrelas também haviam sido observadas em outras missões, o mesmo procedimento foi adotado, gerando o polinômio de sua curvatura e procedendo à divisão. Em todos os casos, um spline cúbico de ordem alta (5 ou 6) foi necessário.

A maioria das estrelas da missão, entretanto, não foi observada de novo, não havendo espectros normalizados pelos quais a exata curvatura poderia ser determinada. Nestes casos, verificamos visualmente dentre as curvas já geradas, qual a que mais se aproximava de seu contínuo. O polinômio ótimo era então extraído do espectro, deixando-nos apenas com curvaturas suaves, facilmente normalizadas pelo procedimento padrão. O erro típico na determinação do contínuo nestes espectros foi de 1% do fluxo normalizado, sendo maior devido ao fato de termos acumulado, ao todo, os erros relativos a *três* normalizações: a da estrela de referência, do espectro de razão e do espectro pré-normalizado.

Capítulo 4

Derivação de Temperaturas Efetivas a partir das Asas de H α

Como discutido no capítulo 2, as asas de H α são muito sensíveis à temperatura, enquanto virtualmente insensíveis aos outros parâmetros atmosféricos. Com base nessa propriedade, a análise do perfil das asas de H α se constitui em um poderoso método de determinação de temperaturas efetivas.

4.1 Síntese dos Espectros Teóricos

Nosso método consiste em comparar as asas do espectro H α observado com asas formadas em diferentes temperaturas, calculadas com o pacote *AHYDRO* desenvolvido originalmente por Praderie (1967). Com esse programa, sintetizamos cinco perfis teóricos, a saber: a uma temperatura inicial T_{mid} , que é um valor inicial tirado da literatura, e a $T_{mid} \pm 50$ e $T_{mid} \pm 100$. A figura 4.1 mostra o espectro da lua contra cinco espectros teóricos, centrados em $T_{mid} = 5777\text{K}$.

Dissemos anteriormente (capítulo 2) que a influência dos outros parâmetros atmosféricos era virtualmente irrelevante para a formação das asas de H α . Isso é verdade, porém, a influência existe e deve ser considerada em uma síntese que pretende ser a mais precisa possível. Realizamos testes que demonstram que variações de 0.1 dex em [Fe/H] e 0.2 em log g se ocorridos juntos, se combinam em um erro de 30 K na temperatura final. Visando minimizar esse erro, calculamos o perfil teórico para cada estrela usando não os valores solares, mas os apresentados no anexo 2. O valor de microturbulência dado como entrada no programa foi calculado segundo a calibração abaixo (Porto de Mello 1996):

$$\xi = 0.00061 T_{eff} - 0.4968 \log g + 0.376 [Fe/H]. \quad 4.1$$

4.2 Seleção das Janelas

É patente, entretanto, que não são todas as regiões das asas de H α que podem ser usadas para calcular a temperatura: muitas partes da linha estão afetadas por linhas metálicas e/ou telúricas. Procuramos então, no Atlas Solar, regiões da asa que não apresentassem contaminação. Definimos então sete janelas, sendo quatro na asa azul e três na asa vermelha, hachuradas na figura 4.1. Seus intervalos de comprimento de onda estão listados abaixo na tabela 4.1.

Asa	Janela	$\lambda\lambda$
Azul	I	6556,25 – 6556,60
	II	6557,40 – 6557,80
	III	6558,80 – 6559,30
	IV	6561,20 – 6561,60
Vermelha	V	6564,30 – 6565,10
	VI	6566,00 – 6567,20
	VII	6567,90 – 6568,60

Tab 4.1. As janelas selecionadas na região de H α para determinação de temperaturas efetivas. Segundo comparação com o Atlas Solar (Kurucz 1984), estas regiões não são afetadas por linhas metálicas.

4.3 Cálculo das Temperaturas por Pixel

A seguir, escrevemos um programa para efetuar o cálculo da temperatura efetiva, que lê o arquivo lambda-fluxo do espectro da estrela e dos cinco perfis teóricos, efetuando uma seqüência de cálculos e retornando a temperatura efetiva da estrela.

O programa inicia seus cálculos lendo os arquivos lambda-fluxo e cortando destes as sete regiões pré-definidas como não contaminadas. Como há diferença de amostragem entre o espectro da estrela (1024 pixels) e os perfis teóricos (91 pixels), o programa interpola o perfil teórico nas sete regiões para a mesma quantidade de pixels que o espectro apresenta. Nas regiões de III a VI a interpolação foi feita por um spline cúbico. Nas regiões I, II e VII, entretanto, apenas dois pixels definiam o perfil teórico. Nesses casos, o programa realiza uma interpolação linear.

A seguir o programa calcula, pixel a pixel, a diferença de fluxo entre o espectro da estrela e os cinco perfis teóricos, e realiza uma regressão linear entre os cinco valores

de diferença de fluxo e temperatura. A temperatura indicada pelo pixel é aquela que zera a diferença de fluxo. Determina-se então a média das temperaturas indicadas e o desvio padrão da distribuição.

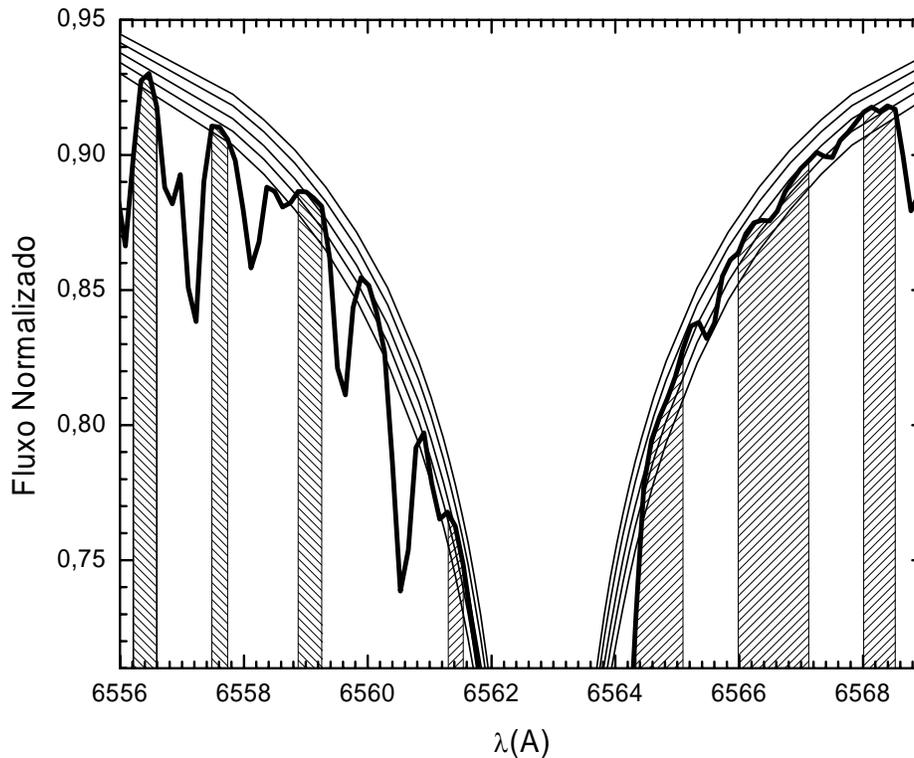


Fig 4.1. Esquema do método de determinação de temperaturas a partir das asas de H α . As cinco curvas adjacentes são cinco perfis teóricos representando temperaturas intervaladas por 50 K, centradas, neste caso, na temperatura solar, de 5777 K. A temperatura indicada pelas janelas hachuradas, livres de linhas metálicas, é visualmente compatível com o perfil teórico central, de 5777K. O processo automático determina a temperatura em (5782 ± 19) K. É visível que a asa azul apresenta um perfil mais contaminado por linhas metálicas do que a asa vermelha.

Ressaltamos que a média calculada é uma média ponderada, dando peso 2 à média indicada pela asa vermelha e 1 à indicada pela asa azul. O peso maior à asa vermelha se justifica pelo fato desta asa apresentar menos espalhamento, uma vez que é menos afetada por linhas metálicas, como visto na figura 4.1.

4.4 Retirada de Linhas Telúricas

Quando criamos a escala de comprimentos de onda, deslocamos cada espectro para a escala de repouso da estrela, corrigindo o desvio doppler de suas linhas fotosféricas. As linhas telúricas, contudo, são formadas na atmosfera terrestre. Assim, ao corrigir a posição das linhas fotosféricas, perdemos o controle acerca do posicionamento das telúricas nos diversos espectros. Corremos então o risco de *superestimar* a temperatura, devido a eventuais linhas telúricas que caem nas regiões pré-determinadas, rebaixando o fluxo e assim simulando temperaturas mais quentes. A média será então elevada para mais próximo dos altos valores de temperatura indicados pela contaminação telúrica.

Para lidar com esse problema, o programa verifica se os resíduos normalizados seguem uma distribuição gaussiana (hipótese nula) executando o teste Kolmogorov – Smirnov contra uma curva normal. A curva normal é a distribuição de resíduos que seria esperada de um espectro livre de linhas telúricas.

Desvios da gaussiana além da probabilidade crítica computada pelo teste K-S são devidos à contaminação por pixels telúricos. O programa então, se acusar uma distribuição não-gaussiana de resíduos, rejeita a hipótese nula, retira o pixel mais quente da amostra e repete o teste K-S, iterando este processo até a distribuição convergir para a gaussiana. Quando o teste não encontrar desvios além do crítico, aceitamos a hipótese nula de não haver mais pixels telúricos na amostra. Sem os pixels telúricos, retiramos os pontos acima e abaixo de dois sigma, para encontrar o valor mais provável da temperatura efetiva.

Como exemplo do procedimento mostramos, na figura 4.2, o teste K-S entre a distribuição de temperaturas dos pixels de um dos espectros da lua e a curva normal associada à média (5782 K) e desvio padrão (19 K) desta distribuição. O desvio máximo D entre as duas curvas é de 0.13, enquanto que o desvio crítico referente ao número de pixels da distribuição (33 pixels) e intervalo de confiança desejado (95%) é de 0.18. Sendo o desvio máximo menor que o crítico, a hipótese nula é aceita.

Em outro exemplo, o teste K-S foi executado entre a distribuição de temperatura dos pixels do espectro da estrela HD152391 e sua curva normal associada, $\mu = 5518$; $\sigma = 131$ (fig 4.3). O desvio máximo D encontrado é de 0.26. Sendo de 0.17 o valor do desvio crítico neste caso, a hipótese nula foi rejeitada. O programa então retirou o pixel mais quente e repetiu o teste K-S, iterando o processo até o desvio cair abaixo do crítico

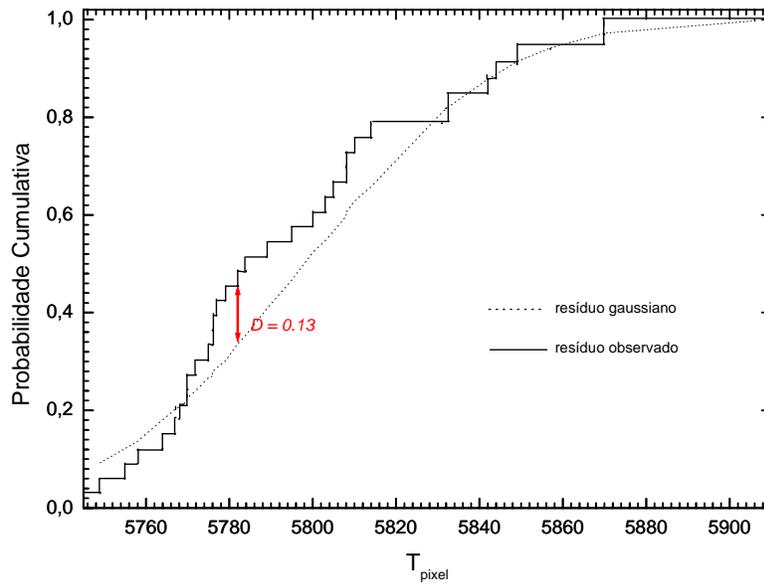


Fig 4.2. O teste K-S para os resíduos da distribuição de temperatura dos pixels das regiões predeterminadas no espectro da Lua, contra a distribuição gaussiana relativa à sua média e desvio padrão. Não há desvios da gaussiana além do crítico.

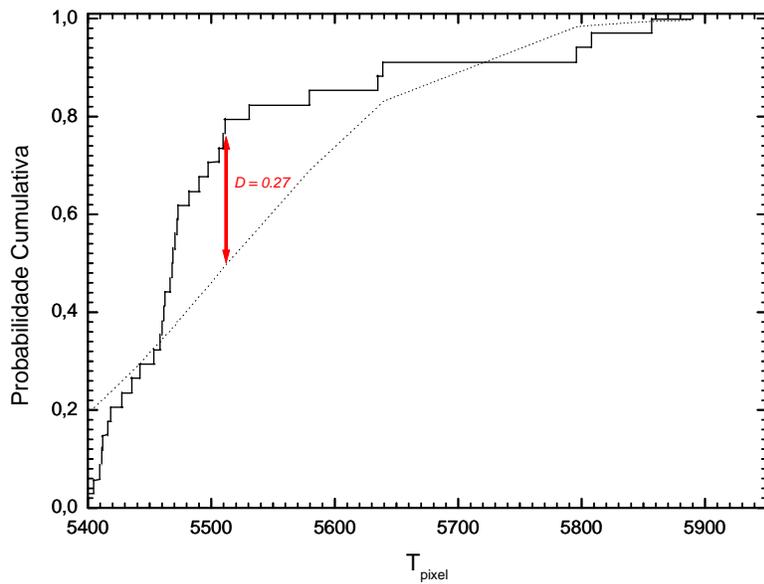


Fig 4.3a. Teste K-S da distribuição de temperatura dos pixels das asas da estrela HD152378 (linha cheia) contra sua curva normal associada (tracejada). As asas de H α neste espectro estão afetadas por linhas telúricas, o que é evidenciado pelo desvio maior que o desvio crítico. A hipótese nula, da distribuição de temperaturas ser gaussiana, é rejeitada.

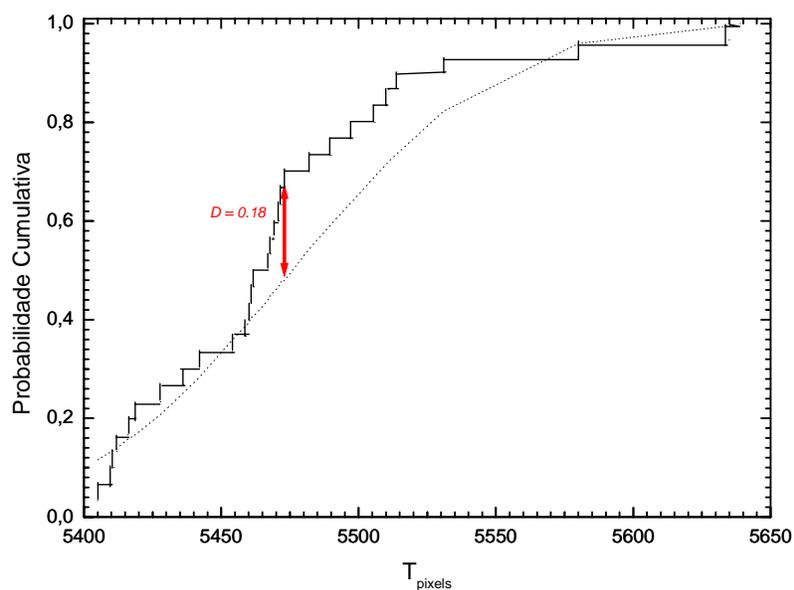


Fig 4.3b. Retirando o pixel mais quente e repetindo o teste K-S, a distribuição convergiu para a mostrada acima, com desvios máximo e crítico de, respectivamente, 0.18 e 0.20. Os pixels retirados correspondem a linhas telúricas.

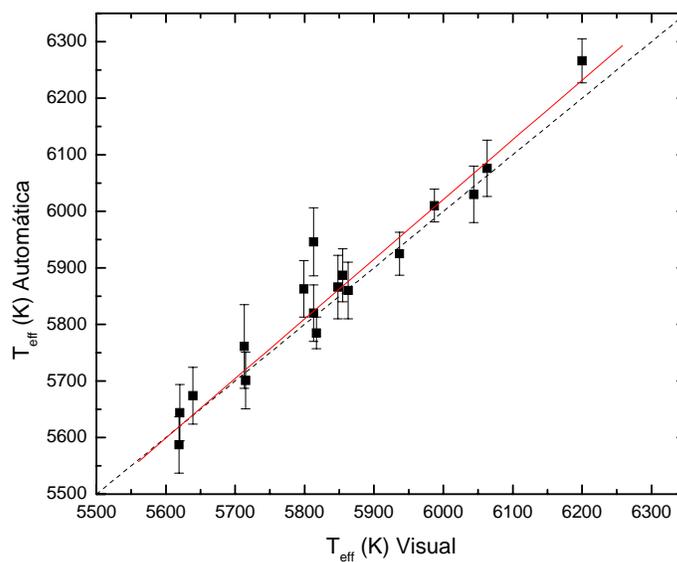


Fig 4.4. Teste do processo automático contra algumas temperaturas determinadas visualmente. O melhor ajuste (linha cheia) é, dentro de um sigma, a bissetriz do gráfico (linha tracejada).

(fig 4.3). Uma vez aceita a hipótese dos resíduos terem distribuição gaussiana, retiramos os pontos além do limite 2σ , encontrando temperatura de (5457 ± 32) K. O resultado guarda bom acordo com a temperatura de 5430 K obtida em análise recente (Gaidos & Gonzalez 2002).

Testamos, por fim, o processo automático contra o visual, para uma amostra de estrelas cujas temperaturas foram determinadas por ajuste visual do espectro $H\alpha$ superposto aos cinco perfis teóricos. A regressão linear calcula coeficiente angular de (1.05 ± 0.06) , e coeficiente linear de (308 ± 354) ; compatíveis, com coeficiente angular unitário e linear nulo. O acordo é, portanto, dentro de um desvio padrão (1σ) a bissetriz do gráfico.

Evidenciada sua eficiência, robustez e elegância, determinamos todas as temperaturas de $H\alpha$ pelo processo automático. Desnecessário dizer que isto significou um imenso ganho de tempo ao analisar as centenas de espectros que constituem nossa base de dados, bem como a supressão da incerteza pessoal na determinação das temperaturas efetivas.

4.4 Limitação do Método: Estrelas Frias

A física do problema inutiliza $H\alpha$ como discriminante de temperatura para anãs de tipo mais tardio, pois, nestas estrelas, a largura equivalente de $H\alpha$ não é intensa o suficiente e as asas são rasas a ponto de seu perfil se confundir com o de linhas metálicas. A curva de crescimento está apenas começando a entrar na fase amortecida, começando a desenvolver as asas de amortecimento colisional, de modo que os espectros teóricos intervalados de 50 graus em T_{eff} se encontram muito próximos.

Isto diminui consideravelmente a sensibilidade das asas, que passam a fornecer temperaturas longe da realidade, com dispersões internas muito superiores às encontradas em estrelas mais quentes. Em alguns casos, o sigma interno alcança valores tão altos quanto 300 K, completamente inviabilizando a determinação da temperatura efetiva. A figura 4.5 mostra um gráfico da temperatura efetiva determinada pelo programa contra o desvio padrão deste valor. É nítido o crescimento do desvio padrão rumo às estrelas mais frias.

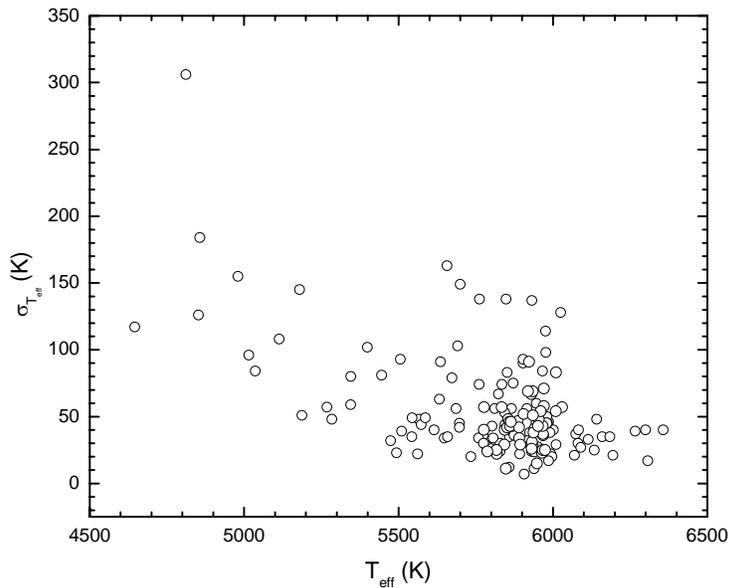


Fig 4.5. Temperaturas efetivas determinadas pelas asas de H α contra o desvio padrão interno dos pixels. Os pontos de temperatura maior que 5500 K e sigma maior que 100 K são devido a espectros de baixa relação sinal ruído. Para temperaturas menores, os altos sigmas são físicos, evidenciando que nestas estrelas, as asas de H α são pouco amortecidas e, portanto, perderam a sensibilidade à temperatura. A incerteza média do método é determinada em 50K.

As estrelas mais frias que 5.200K apresentam incertezas em temperatura muito grandes, sistematicamente maiores que 100K e, por isso, tiveram de ser descartadas; contudo, isto não prejudicou os resultados da análise, uma vez que sua posição no diagrama HR também não permitia uma boa solução de idade isocronal, conforme será melhor comentado no capítulo 6. No anexo 2 estão indicadas as temperaturas efetivas de H α obtidas.

Para algumas estrelas, como as Plêiades, a relação sinal ruído era baixa o suficiente para aumentar a dispersão interna dos pixels até valores de 100 K, típico de estrelas muito frias. Para as mais quentes da amostra, a maior sensibilidade das asas e a presença cada vez menor de linhas metálicas permitiram erros por vezes menores que 15K. Estas incertezas em temperatura serão importantes no capítulo 6 para o cálculo das idades das estrelas; contudo, a adoção de incertezas individuais se constitui em um preciosismo que se mostra irrelevante frente às imperfeições dos modelos de isócronas. Adotamos então um valor de incerteza em temperatura de 50K, a média das dispersões internas das estrelas mais quentes que 5200 K.

Estimamos também teoricamente o erro cometido, a partir das imprecisões na redução dos espectros e na determinação dos parâmetros atmosféricos. Realizamos testes que demonstram que

- desvios de 0.2% na posição do contínuo resultam em 25K de incerteza;
- 0.25 dex em $\log g$ resultam também em 25K de incerteza;
- 0.15 dex em $[\text{Fe}/\text{H}]$ resultam em 10 K;
- 0.2 km/s em ξ , 10K;
- diferença entre as asas; 20K.

Os valores apresentados acima são os erros típicos cometidos, ligeiramente superestimados. A composição quadrática destes erros resulta em 43K de incerteza, em excelente acordo com o erro empírico de 50K.

Capítulo 5

H α como Diagnóstico Cromosférico Estelar

Determinadas as temperaturas efetivas, podemos computar os fluxos cromosféricos em unidades absolutas. Para tanto, três passos se fazem necessários:

1. determinar de exatamente que largura em torno do núcleo de H α parte a emissão cromosférica e medir sua largura equivalente;
2. calibrar o espectro em unidades de fluxo absoluto na superfície da estrela, em $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1}$;
3. Subtrair a contribuição fotosférica.

Cada um dos passos em si é uma tarefa delicada e merece clara exposição.

5.1 Perfil de Contraste Cromosférico

5.1.1 Determinação da Largura do Perfil

Diferentemente das linhas do H e K do Ca II, não é imediatamente óbvio de que parte exata de H α parte a emissão cromosférica. Para determinar de onde parte exatamente este fluxo, realizamos diversos testes que consistem em dividir os espectros de estrelas sabidamente ativas por outras também sabidamente inativas. Nestes espectros de razão, é nítida a presença de um *perfil de contraste cromosférico*, que evidencia a diferença nas duas emissões. A figura 5.1 mostra o perfil de contraste para uma estrela das plêiades, BD+23 527, uma mais ativas da amostra, contra o Sol, mostrando uma largura de 1.6Å.

Um cuidado especial se faz necessário para estrelas de diferentes classes de luminosidade. Pasquini & Pallavicini (1991) sugerem que em estrelas evoluídas, a largura do perfil cromosférico apresentava-se mais larga do que em estrelas anãs. Visando verificar esse resultado, separamos a amostra em anãs e subgigantes, tendo como fronteira o valor de 4.2 em log g. Chegamos a esse valor verificando, em diversas

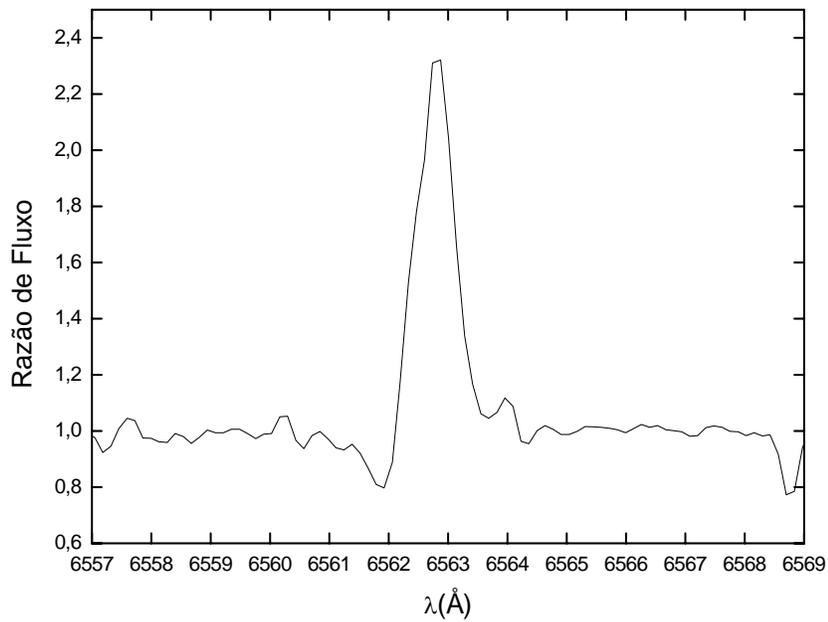
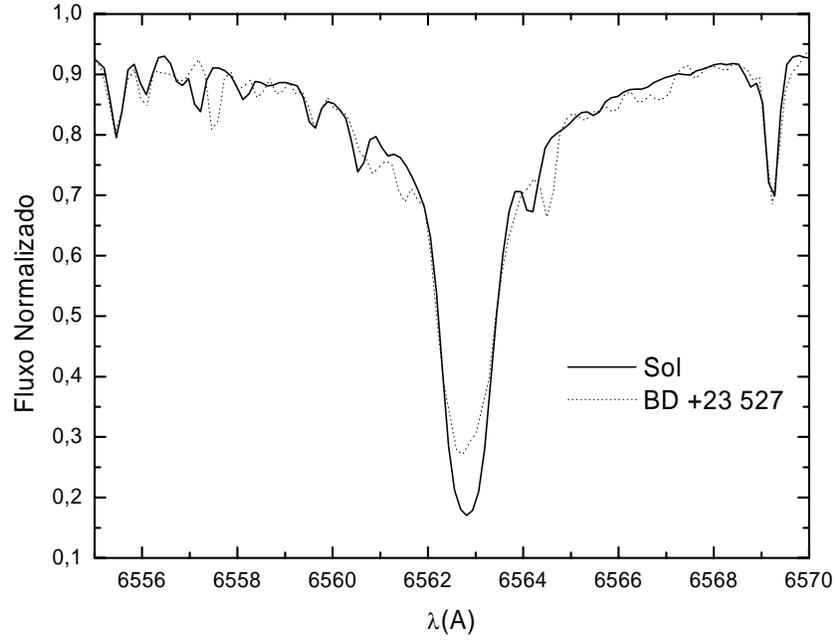


Fig 5.1 Espectros da plêiade BD +23 527 – uma das mais ativas da amostra - e do Sol. Dividindo um espectro pelo outro, verificamos que a largura deste perfil de contraste cromosférico é de 1.6Å. A estrela é, como se espera para uma plêiade, muito ativa, tendo seu fluxo no centro de H α duas vezes e meia maior que o valor apresentado pelo Sol.

trajetórias evolutivas, a que gravidade corresponde o *turnoff point*, ponto no qual o hidrogênio se esgota ou está na iminência de se esgotar no núcleo de uma estrela de massa aproximadamente solar (Sackmann, Boothroyd, Kraemer, 1993) definindo a transição da seqüência principal ao ramo das subgigantes (fig 5.2). Outro cuidado é no tocante aos parâmetros atmosféricos. Uma vez que não sabemos que outros fatores podem estar influenciando na largura do perfil de emissão, tomamos o cuidado de comparar apenas estrelas de parâmetros semelhantes. Dessa forma, as comparações são feitas entre estrelas de mesma classe de temperatura, e que apresentem metalicidades semelhantes, sempre separadas em anãs e subgigantes.

Realmente, encontramos que, dividindo anãs por outras anãs, a largura do perfil de contraste cromosférico se distribuía sistematicamente em torno de 1.4 Å. No caso de estrelas subgigantes, o valor encontrado é de 1.6 Å, aparentemente ratificando o resultado de Pasquini & Pallavicini mencionado anteriormente. A relação, entretanto, não é unívoca, havendo considerável espalhamento. As anãs G das Plêiades, curiosamente, apresentam perfis de contraste cromosférico compatível com os de estrelas subgigantes. Sendo as plêiades as estrelas mais ativas da amostra, isto talvez seja evidência de uma dependência entre a largura do perfil e o nível absoluto de atividade.

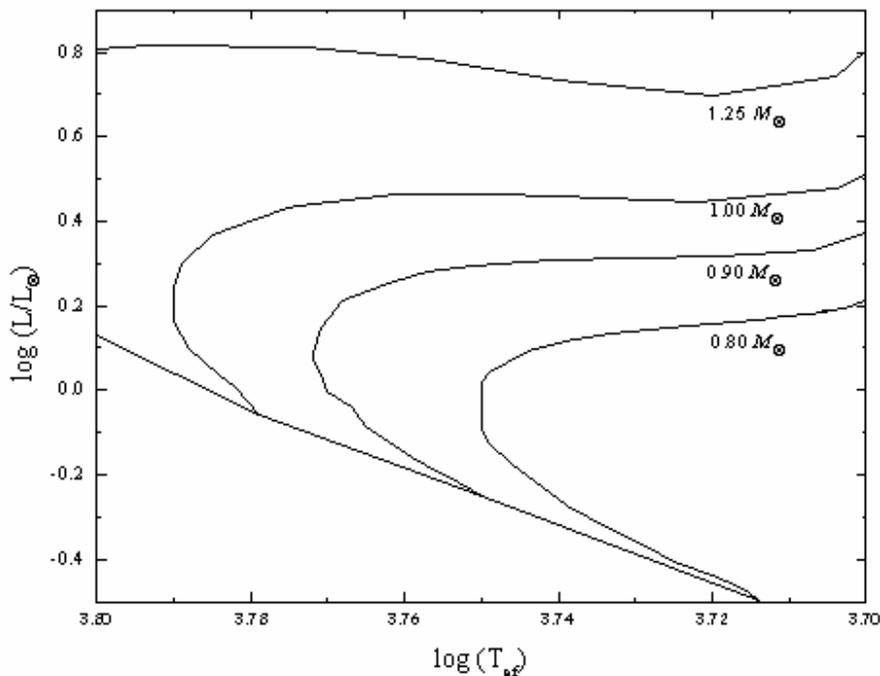


Fig 5.2. Diagrama HR com as trajetórias evolutivas calculadas para [Fe/H] = -0.37. O *turnoff point* é a fronteira entre a seqüência principal e o ramo das subgigantes. O valor de log g no *turnoff point* para as diferentes trajetórias evolutivas se distribui em torno de 4.2.

Decidir, portanto, qual largura utilizar é uma tarefa delicada, pois se utilizássemos a largura de 1.4 Å sugerida pelas añas, muitas estrelas teriam seu fluxo cromosférico subestimado, uma vez que parte deste fluxo simplesmente não seria computado. À primeira vista, o problema é solucionado simplesmente utilizando uma largura a maior possível, de modo que tenhamos certeza que estamos englobando toda a contribuição cromosférica. Essa solução, entretanto, não é das melhores: nesse caso estaríamos *superestimando* esta contribuição em muitas estrelas, pela inclusão de fluxo fotosférico.

Adiante, na seção 5.d, será feita uma correção para a retirada de fluxo fotosférico, baseada na retirada do fluxo de uma estrela quieta de mesma temperatura que a que se quer corrigir. Essa subtração, entretanto, não irá corrigir o fluxo que foi introduzido pela tomada de uma largura maior que a do perfil cromosférico. Este efeito pode ser, a rigor, insolúvel; de modo que o que podemos fazer é uma tentativa de minimizá-lo, escolhendo não a largura que minimiza individualmente a subestimativa ou a superestimativa do fluxo cromosférico, mas sim a que minimiza o efeito conjunto dos dois problemas. Com isso em mente, medimos as áreas abaixo de 1.4 Å, 1.7 Å, 2.0 Å e 2.5 Å do centro de H α , encontrando que estas se relacionam pelas seguintes expressões:

$$\text{Área}_{1.7 \text{ \AA}} = 1,20 \cdot \text{Área}_{1.4 \text{ \AA}} + 0,09 \quad 5.1a$$

$$\text{Área}_{2.0 \text{ \AA}} = 1,29 \cdot \text{Área}_{1.4 \text{ \AA}} + 0,30 \quad 5.1b$$

$$\text{Área}_{2.5 \text{ \AA}} = 1,88 \cdot \text{Área}_{1.4 \text{ \AA}} + 0,66 \quad 5.1c$$

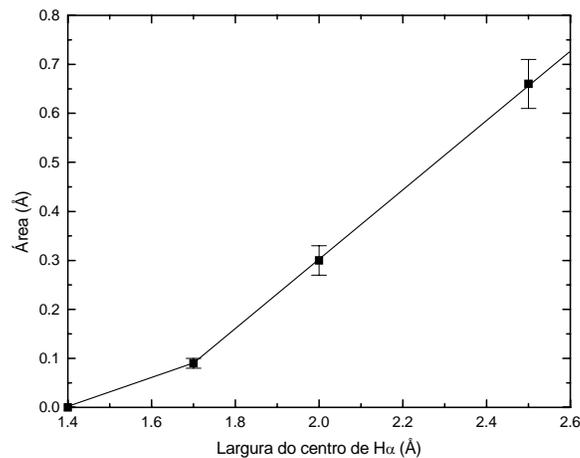


Fig 5.3. Os coeficientes lineares das regressões plotados contra suas larguras. Sendo um ponto onde há mudança de comportamento, a largura de 1.7 Å melhor caracteriza o perfil de contraste.

Os coeficientes lineares destas expressões nos revelam a quantidade de energia que está sendo adicionada quando consideramos larguras cada vez maiores. Plotando os coeficientes lineares contra a largura utilizada, percebemos que o crescimento de 1.4 Å a 1.7 Å é lento comparado ao crescimento perfeitamente linear de 1.7 Å a 2.0 Å ou de 2.0 Å a 2.5 Å. A interpretação é simples. O perfil de contraste cromosférico subentende, nos casos mais extremos, uma largura de 1.7 Å. A partir daí, ocorre apenas a introdução de fluxo fotosférico, que aumenta rapidamente com o aumento da largura considerada. Sendo aparentemente um valor em que ocorre mudança de comportamento, decidimos por esta largura para caracterizar o fluxo cromosférico. Ressaltamos que Herbig (1984) e Pasquini & Pallavicini (1991) utilizam o mesmo valor, por considerações independentes.

5.1.2 Correção do Efeito de Alargamento Rotacional

A rotação estelar - mais especificamente, a projeção da velocidade linear de rotação na linha de visada - tem como efeito nas linhas espectrais provocar um alargamento característico, que preenche $H\alpha$ de maneira similar à emissão cromosférica. Para corrigir este efeito, simulamos o alargamento rotacional no espectro da estrela HR 509, uma das mais inativas da amostra, usando um *script* gentilmente cedido pelo Dr. Iain Neil Reidd (STScI). O *script* executa a convolução do espectro com o perfil de alargamento rotacional segundo o formalismo descrito no livro-texto de Gray (1976). Com diversos valores de entrada para $V\sin i$, chegamos ao gráfico mostrado na figura 5.4, ajustado pela equação

$$\log \Delta W_{1.7} = -4.59 + 2.19 \cdot \log V\sin i, \quad 5.2$$

onde $\Delta W_{1.7}$ é o valor, em Å, do preenchimento abaixo do núcleo de 1.7 Å provocado pela rotação. Esta correção foi realizada para todas as estrelas da amostra que têm $V\sin i$ medido. Seus valores corrigidos, $W_{H\alpha}$, encontram-se listados no anexo 2.

Notamos, entretanto, que apenas para valores de $V\sin i$ maiores do que 10 km/s a correção se eleva acima do valor de 5 mÅ, a incerteza da medida, estimada a partir de espectros da mesma estrela tirados consecutivamente, com intervalos de tempo da ordem de um dia. Como verificado no anexo 2, a esmagadora maioria das estrelas têm

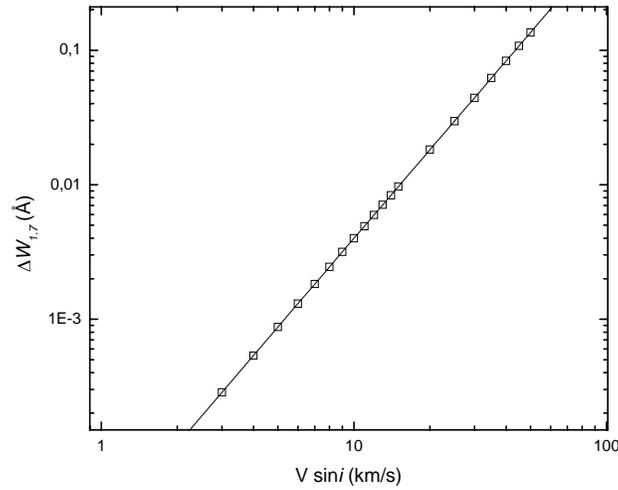


Fig 5.4. O preenchimento provocado pelo alargamento rotacional na área de 1.7 Å centrada em H α . Para diversos valores de $V \sin i$. Apenas para valores maiores que 10 km/s, a correção se eleva acima da incerteza da medida, de 5 mÅ.

velocidades de rotação menores. Isto garante que, mesmo para as estrelas com velocidade de rotação ignorada, a correção tenderá a ser pequena ou desprezível e não comprometerá os resultados da análise

5.2 Calibração em Fluxo Absoluto

As larguras equivalentes se referem a fluxos normalizados. Estes, por sua vez, podem ser traduzidos em fluxos aparentes, em $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{Å}^{-1}$. Nenhuma destas duas quantidades, porém, permite comparações entre as perdas radiativas reais ocorrendo nas cromosferas destas estrelas. Para tanto, é preciso a determinação de fluxos absolutos, obedecendo a equação:

$$F(\Delta\lambda) = f(\Delta\lambda) \left(\frac{D}{R} \right)^2, \quad 5.3$$

onde R é o raio da estrela e D sua distância à Terra. $f(\Delta\lambda)$ e $F(\Delta\lambda)$ são, respectivamente, os fluxos medidos na Terra e na superfície da estrela no intervalo espectral $\Delta\lambda$.

O lado direito da equação 5.3, contendo o fator de diluição geométrica, pode ser expresso em termos do índice de cor (V-R) e da magnitude visual V como descrito pela relação de Barnes-Evans (Barnes & Evans 1976). Com isto, resta apenas definir em qual

banda fotométrica iremos calibrar nossas medidas. Herbig (1984), trabalhando com espectros de alta cobertura, usou a banda V de Johnson. Já Pasquini & Pallavicini (1991) tiveram que utilizar fotometria absoluta de banda estreita, devido à baixíssima cobertura de apenas 57 Å de seus espectros. Embora nossos espectros tenham maior cobertura que os de Pasquini & Pallavicini (150 Å), esta não chega a ser suficiente para permitir o uso de bandas largas. Em vista disso, utilizamos a mesma banda fotométrica usada por Pasquini, a banda $\lambda\lambda 6550-6600 \text{ \AA}$ de Willstrop (Willstrop 1965), daqui pra frente chamada simplesmente de *banda Willstrop*, uma vez que é a única banda por ele definida que iremos utilizar neste trabalho. Usando então a calibração de Willstrop e a relação de Barnes-Evans, Pasquini & Pallavicini chegam à seguinte relação entre fluxo absoluto e índice de cor, que também usaremos neste trabalho:

$$\log F(50) = -1.4430(V - R) + 7.602, \quad 5.4$$

onde $F(50)$ é o *fluxo médio* na superfície da estrela na banda considerada, expresso em $\text{ergs cm}^{-2}\text{s}^{-1}\text{\AA}^{-1}$. O erro estimado para o melhor ajuste nesta calibração é de 0.038 no coeficiente angular. Frisamos o "médio" para que fique claro que não se trata do fluxo total na banda Willstrop, mas sim este fluxo *por angstrom*. Recuperamos o fluxo total na banda Willstrop multiplicando $F(50)$ por 50 angstroms, a largura da banda. Chamaremos essa quantidade de *Fluxo Willstrop*, F_{will} .

Não trabalhamos, no entanto, com o índice de cor (V-R), mas diretamente com as temperaturas efetivas de $H\alpha$. Neste caso, temos que calibrar uma transformação das duas quantidades. Porto de Mello (1996) define esta transformação em

$$T_{eff}(\text{K}) = 8465 - 5005 (V - R), \quad 5.5$$

válida no intervalo de temperaturas de 5.000K a 6.500K.

Com as calibrações 5.4 e 5.5 podemos determinar, a partir unicamente da temperatura efetiva de $H\alpha$, os fluxos Willstrop.

A seguir, devemos transformar a área medida abaixo do núcleo 1.7 Å em fluxos absolutos em $\text{erg cm}^{-2}\text{s}^{-1}$ na superfície da estrela. Para tanto, temos que *a.* medir a área do núcleo 1.7Å, $W_{1.7}$, *b.* dividir esta área pela área englobada pela banda Willstrop, W_{50} , e, por último, *c.* multiplicar esta razão pelo fluxo total na banda, F_{will} . A divisão de $W_{1.7}$

por W_{50} é realizada para expressar a área abaixo do núcleo 1.7\AA em unidades da área da banda fotométrica.

$$F_{H\alpha} = \frac{W_{1.7}}{W_{50}} \cdot F_{will} \quad 5.6$$

O anexo 2 mostra esta quantidade, $F_{H\alpha}$, para todas as estrelas da amostra, em unidades de $10^5 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$.

5.3 Subtração do Fluxo Fotosférico

Temos agora em mãos os fluxos absolutos totais (cromosférico + fotosférico) na superfície da estrela no intervalo de 1.7 \AA centrado em $H\alpha$, em $\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$. Porém, essas quantidades não serão úteis se não retirarmos o fluxo fotosférico, i.e., se não corrigirmos o efeito de temperatura. A figura 5.5 mostra o gráfico de $F_{H\alpha}$ contra temperatura efetiva, havendo nitidamente um envoltório inferior de estrelas quietas.

Em vista da sugestão de Pasquini & Pallavicini (1991), de que as estrelas subgigantes apresentam perfis de contraste cromosférico mais largo e parecem mostrar-se mais inativas do que as estrelas anãs de mesma temperatura, decidimos separar nossa amostra em estrelas anãs e subgigantes, de acordo com o critério definido na subseção 5.1.1, discriminando-as na figura 5.5. Claramente, vemos que o envoltório de estrelas quietas é definido pelas estrelas subgigantes, formando uma população distinta daquela das estrelas anãs. Embora inesperado, este fato não chega a ser surpreendente, pois é evidente que para uma dada temperatura efetiva, as subgigantes serão sempre mais inativas do que as anãs: se supomos o mesmo mecanismo magnetohidrodinâmico nas estrelas subgigantes, a diminuição da velocidade de rotação com o aumento do raio das estrela na passagem de anã para subgigante diminuirá a eficiência do seu dínamo. Como visto antes (capítulo 1), há possibilidade do dínamo ter sua eficiência reduzida a níveis tão baixos, que o fraco aquecimento acústico torna-se mais relevante.

Independentemente do tipo de estrela que define o envoltório, ele define o fluxo que deve ser retirado para cada temperatura. Devemos ter em mente, no entanto, que este procedimento acompanha certa dose de arbitrariedade, no sentido que depende da amostra particular que está sendo utilizada. Soma-se a isso a possibilidade de que a

exata curva de fluxo fotosférico talvez seja impossível de ser precisada. A rigor, somente conheceremos o fluxo fotosférico *exato* se lidarmos com uma estrela cuja componente cromosférica seja *nula*; contudo, isto é uma abstração, uma vez que os mecanismos que geram o dínamo (capítulo 1) nunca são completamente desligados. O aquecimento acústico basal da baixa cromosfera, teoriza-se, também continua ativo mesmo em estrelas hipotéticas sem qualquer atividade magnetohidrodinâmica.

Uma saída para este problema é a utilização de outro indicador no qual o fluxo fotosférico no centro seja zero ou próximo de zero - como as linhas H e K do Ca II ou h e k do Mg II, e forçar a componente cromosférica de H α a ir a zero junto com elas. O que dificulta este procedimento é o fato de que estas linhas modulam muito com o ciclo de atividade, de tal maneira que observações *simultâneas* teriam que ser efetuadas, multiplicando sobremaneira o esforço observacional. Outro argumento igualmente relevante reside nas diferenças entre os mecanismos de formação das diferentes linhas indicadoras: um fenômeno que excite as transições do Ca II ou do Mg II não necessariamente afetará H α , e/ou vice versa.

Com todos os possíveis efeitos combinados, uma relação $F'_K \times F_{H\alpha}$ terá espalhamento considerável, fatalmente, como atestam as análises tanto de Herbig quanto de Pasquini. Nestes trabalhos foi encontrado, para algumas estrelas, um fluxo *negativo* após a correção fotosférica mediante a relação com o fluxo na linha K do Ca II; resultado de inconveniente espalhamento na regressão linear das duas quantidades. Em nosso trabalho, não realizamos observações simultâneas nas linhas do Ca II e H α para um número expressivo de estrelas. Desse modo, para evitar prejudicar a homogeneidade na determinação da componente cromosférica, bem como para evitar a ocorrência de fluxos negativos, optamos por aceitar a arbitrariedade do método de subtração do envoltório de estrelas quietas.

Para melhor definir matematicamente o envoltório sugerido na figura 5.5, interpolamos pontos entre as estrelas que o contornam, e executamos o melhor ajuste, determinado por um polinômio de sexto grau no intervalo definido de 5000 a 6500 K, de expressão

$$\begin{aligned}
 F_{\text{tot}} (10^5 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}) = & 37.06 + 0.02 (T_{\text{eff}} - 5500) + 3.65 \cdot 10^{-6} (T_{\text{eff}} - 5500)^2 \\
 & - 9.37 \cdot 10^{-10} (T_{\text{eff}} - 5500)^3 - 5.05 \cdot 10^{-12} (T_{\text{eff}} - 5500)^4 \\
 & + 2.22 \cdot 10^{-15} (T_{\text{eff}} - 5500)^5 + 2.51 \cdot 10^{-17} (T_{\text{eff}} - 5500)^6 .
 \end{aligned}
 \tag{5.7}$$

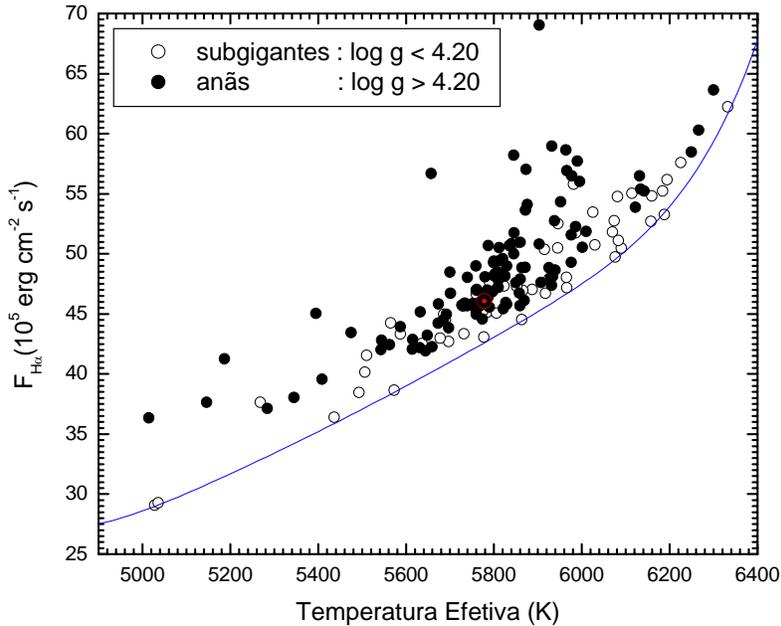


Fig 5.5. Um envoltório de estrelas quietas emerge do gráfico de $F_{H\alpha}$ contra temperatura efetiva, definindo a correção fotosférica. Divididas as estrelas em anãs e subgigantes, as duas populações claramente se distinguem, sendo as subgigantes mais inativas.

A subtração destes valores dos fluxos $F_{H\alpha}$ nos leva aos fluxos cromosféricos absolutos na superfície da estrela F_{crom} , cujos valores se encontram tabelados no anexo 2, em unidades de $10^5 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$.

5.4 A Insensibilidade de $H\alpha$ ao Ciclo de Atividade e Estimativa dos Erros

Os erros nos fluxos cromosféricos foram determinados a partir das observações repetidas de estrelas, em bases de tempo curtas ou longas. Estas estrelas foram observadas na mesma noite, ou em noites consecutivas. Para um número menor de estrelas temos observações em diferentes épocas, separadas por meses ou por anos. Para o caso do Sol e da gêmea solar HR 6060, dispomos de monitoramento em base de tempo longa, cobrindo os nove anos de coleta de dados para este projeto.

As observações do Sol e da gêmea solar foram feitas guiadas pelo desejo de obtermos uma caracterização do ciclo de atividade solar em $H\alpha$ e, a partir dele, investigar a existência de um ciclo semelhante em HR 6060. As datas das observações estão mostradas na figura 5.6.

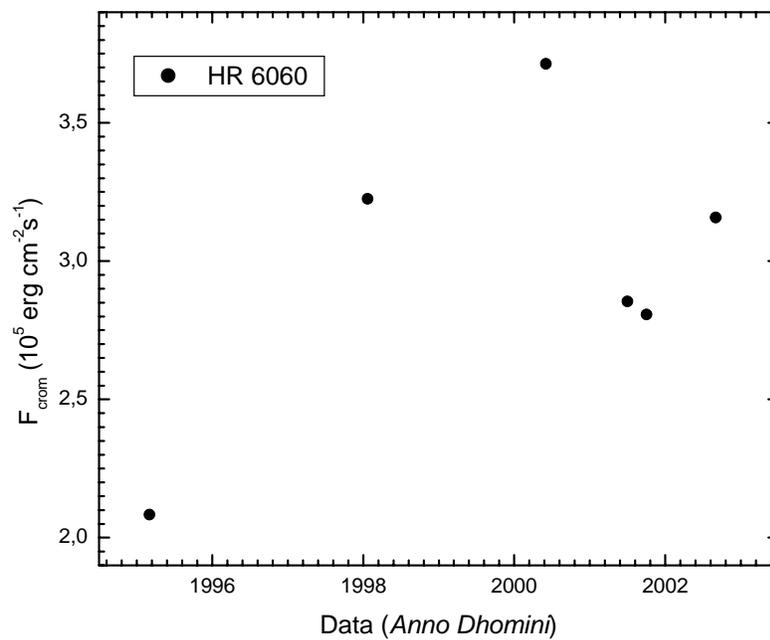
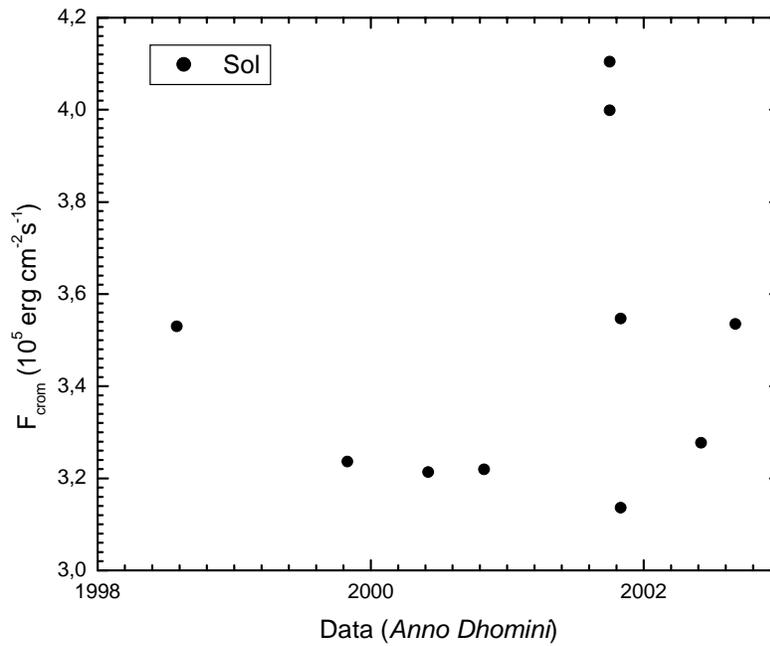


Fig 5.6. Nossas medidas da atividade do Sol e da gêmea solar HR 6060 durante o último ciclo solar, com máximo em junho de 2000. O completo espalhamento observado atesta que $H\alpha$ caracteriza o fluxo cromosférico *médio*. O espalhamento no gráfico não é físico, mas *estatístico*. Para o Sol, a média é 3.44 e desvio padrão 0.34. HR 6060 apresenta média 2.93 e desvio padrão 0.52.

HR	No.	$\langle F_{\text{crom}} \rangle$	σ
Sol	11	3,44	0,34
6060	6	2,93	0,52
5459	3	4,54	0,05
5699	3	3,21	0,25
6094	8	7,12	0,30
509	3	4,74	0,66
3538	3	3,41	0,74
1010	3	3,67	0,70
7373	6	4,79	0,54
7665	3	5,50	0,86

Tabela 5.1. Estimativa das incertezas cometidas no fluxo cromosférico absoluto, determinadas a partir das flutuações entre observações da mesma estrela realizadas com mais de seis meses de intervalo. A não detecção de modulações de fase nestas estrelas reforça que H α caracteriza o fluxo cromosférico médio. A distribuição de incertezas tem média (ponderada pelo numero de observações) igual a 0.45.

Obtivemos espectros do Sol em junho de 2001, mas estes não podem ser utilizados na análise do fluxo H α , pelo fato de corresponderem a espectros do céu diurno. Nessa situação, ocorre o chamado *efeito Raman* para uma faixa de ângulos, que tende a preencher o núcleo de H α de modo semelhante à emissão cromosférica. Sem termos como corrigir este efeito, os espectros do céu diurno foram descartados. Todos os outros espectros do Sol foram obtidos usando a Lua como espelho no visível, exceção cabendo às observações de julho de 1998, em que foram usados os satélites galileanos, igualmente eficientes em refletir o espectro solar.

O gráfico dos dados do Sol, no entanto, não nos permite reconhecer um ciclo de atividade definido. Em verdade, não nos permite reconhecer nada além de flutuação estatística. Embora nosso objetivo fosse obter o ciclo solar bem caracterizado, o fato dele não aparecer em nosso dados é motivo de confiança em nossa calibração. Disto, tiramos a evidência conclusiva de que H α caracteriza o fluxo cromosférico *médio*, independentemente da fase em que a estrela se encontra em seu ciclo. Como já dito antes, tal propriedade faz da linha H α um excelente diagnóstico cromosférico do grau *médio* de atividade estelar, fornecendo maior precisão quando comparamos os fluxos de estrelas as quais não temos dados sobre seu ciclo de atividade.

Considerando então que a flutuação observada nos gráficos da fig 5.6 não é física, mas essencialmente estatística, os desvios padrões em torno das médias nos fornecerão estimativas das incertezas. Para o Sol, a média é 3,44 e desvio padrão 0,34.

HR 6060 apresenta média 2,93 e desvio padrão 0,52. A tabela 5.1 apresenta os dados obtidos para as estrelas repetidas da base de dados para as quais temos observações com mais de seis meses de separação temporal. A média dos desvios padrões ponderada pelo número de observações foi tomada como a incerteza empírica dos fluxos cromosféricos. Seu valor é de 0,45, em unidades de $10^5 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$. A constância dos valores de σ atesta adicionalmente a favor da boa confiabilidade de nossa estimativa de incerteza.

Capítulo 6

Construção do Indicador de Idade

6.1 Porque um método alternativo às Isócronas?

A determinação de idades estelares por isócronas é um procedimento simples e elegante. A partir da posição da estrela no diagrama HR verificamos qual curva isócrona teórica ajusta simultaneamente sua luminosidade, temperatura e metalicidade; fornecendo, imediatamente, sua idade. A simplicidade e elegância do método são, contudo, ofuscadas pela incerteza e falta de robustez a ele inerente: em diversas partes do diagrama HR não é possível uma boa solução de idade, devido a limitações intrínsecas e/ou extrínsecas.

As limitações intrínsecas são facilmente percebidas. De fato, quando superpostas às isócronas, verifica-se (fig 6.1) que muitas estrelas se posicionam em regiões de cruzamento das curvas, e tantas outras se encontram na ZAMS, onde as estrelas evoluem de modo suficientemente lento para que as isócronas percam a sensibilidade e se mesquem em um borrão. Em um caso, a determinação de idade é seriamente prejudicada; no outro, irremediavelmente impossibilitada.

Extrínsecamente, existem os erros em luminosidade, temperatura e metalicidade por considerar. Ainda que a missão *HIPPARCOS* (*High Precision PARallax COLlecting Satellite*) tenha reduzido as incertezas em paralaxe em uma ordem de grandeza, fazendo com que os erros em luminosidade deixassem de ser preponderantes, as incertezas em temperatura ainda são consideráveis. Nas regiões onde as isócronas assumem perfis mais verticalizados, erros de 30 a 100 K em temperatura introduzem erros de 2 a 4 bilhões de anos (Gano) em idade. A rigor, somente depois do *turnoff point*, no ramo das subgigantes, pode-se falar em idades precisas, uma vez que nessa região do diagrama HR as isócronas são essencialmente horizontais, tornando os erros em temperatura, portanto, irrelevantes. A metalicidade da estrela também deve ser considerada, pois esse fator, governando a opacidade, influi na luminosidade da estrela, o que inevitavelmente modifica sua trajetória evolutiva.

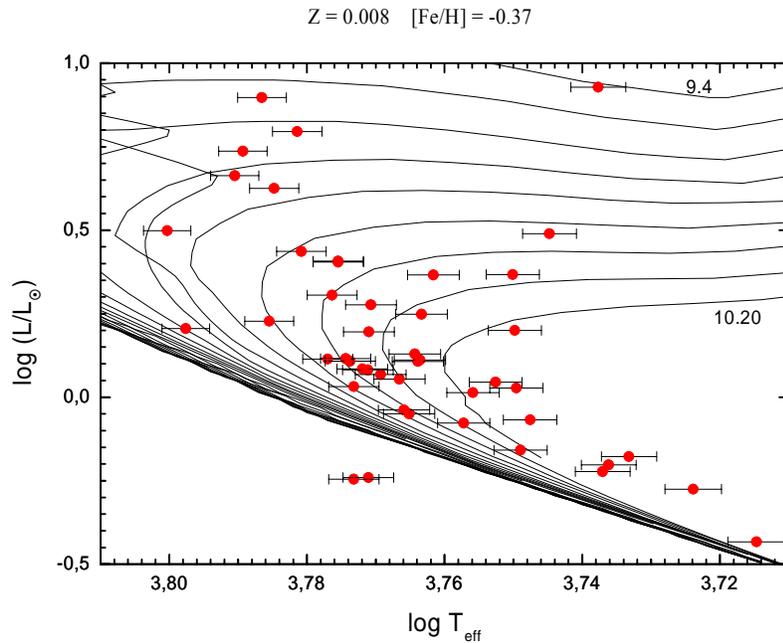


Fig 6.1. Diagrama HR observacional para estrelas de metalicidade entre -0.37 e +0.03 superposto à família de isócronas de metalicidade $[Fe/H] = -0,37$. Algumas estrelas se localizam em pontos onde a determinação precisa de idade não é possível. As duas estrelas abaixo da ZAMS são do aglomerado das Plêiades. Os valores 9,4 e 10,20 são os logaritmos das idades a que as isócronas se referem. O espaçamento entre curvas consecutivas é de 0.1 dex.

As idades assim determinadas dependem, ainda, dos modelos teóricos adotados. Isócronas calculadas segundo diferentes autores fornecem idades que diferem, por vezes, em alguns bilhões de anos. Essa fonte de erros é minimizada – mas não erradicada - ao usar isócronas apenas de um autor, adotando uma escala de ponto zero que corrija a única estrela cuja idade é determinada de modo fundamental, o Sol, com 4.6 bilhões de anos. Outra fonte de erros advém do fato de não conhecermos a abundância de hélio em estrelas de tipo solar, e termos que fazer hipóteses a respeito dela nos modelos.

Torna-se claro, então, que a determinação de idades somente é confiável para estrelas de aglomerados e grupos cinemáticos, nos quais uma amostra significativa de estrelas está presente. Para estrelas de campo, temos que nos preocupar em obter soluções dos seus parâmetros atmosféricos as mais precisas possíveis. Ainda assim, isto não garante *a priori* uma boa solução de idades, devido às limitações intrínsecas: a estrela pode estar em ponto de cruzamento de isócronas, na ZAMS ou dar solução de

idade maior que a assumida para o disco da Galáxia. Este último, um resultado embaraçosamente corriqueiro.

Nestes casos, um método alternativo, que funcione quando as isócronas falham, é deveras desejado. Como veremos, a atividade cromosférica é excelente indicador de idades para estrelas jovens, perdendo a sensibilidade à medida que a estrela evolui. O comportamento é o contrário, portanto, do das isócronas, que discriminam preferencialmente estrelas evoluídas, perdendo a sensibilidade para as jovens.

Procedemos à construção do indicador em duas etapas. Em uma, consideramos apenas as estrelas de aglomerados e grupos cinemáticos; na outra, incluímos estrelas de campo para as quais tínhamos análises espectroscópicas confiáveis realizadas por nós em outros trabalhos e, portanto, com melhor precisão.

6.2 Estrelas de Aglomerados e Grupos Cinemáticos

Listadas na tabela 6.1 encontram-se as estrelas que incluímos na análise, pertencendo a dois aglomerados e três grupos cinemáticos. São estes os aglomerados abertos das *Híades* e das *Plêiades*, e os grupos cinemáticos *Ursae Majoris*, *HR 1614* e *ζ Reticuli*, grupo outrora denominado ζ Herculis, porém renomeado por sugestão de del Peloso et al (2000), uma vez que a estrela ζ Herculis não parece fazer parte do grupo.

As idades que figuram na tabela abaixo são as idades canônicas atribuídas na literatura, assim como as referências a respeito da pertinência específica de cada estrela no grupo ou aglomerado. Para o aglomerado das Plêiades, a idade é de 100 milhões de anos, embora haja alguma controvérsia a respeito na literatura, e a pertinência estelar foi tomada de Schilbach et al (1995); para o grupo *Ursae Majoris*, a pertinência e idade, de 300 milhões de anos, foram tomadas de Soderblom & Mayor, (1993); para as Híades, uma idade de 625 milhões de anos é atribuída por Perryman et al (1998), e tomamos a pertinência dos mesmos autores; para o Grupo HR 1614, a idade é de 2 bilhões de anos (Feltzing & Holmberg, 2000), e tomamos a pertinência de Smith (1983), uma vez que o trabalho de Feltzing & Holmberg só foi nós percebido depois de realizadas as observações; para o grupo ζ Reticuli, de 3,3 bilhões de anos, tomamos ambos parâmetros de del Peloso et al (2000).

Ressaltamos que das três estrelas que compõem a nossa amostra do aglomerado das Plêiades, há evidência de que duas delas, HD 282962 e HD 282975, são

possivelmente binárias (Soderblom, 1993 e comunicação privada). Em um aglomerado distante como as Plêiades, não se pode dizer muito mais do que a possibilidade de haver uma companheira. Sem evidências conclusivas de binaridade, não as consideramos como tais. Ressaltamos o fato de que seus fluxos cromosféricos estão em bom acordo com o fluxo de BD +23 527, a outra plêiade, que não tem evidência de binaridade.

Plotamos estes dados na figura 6.2. O acordo alcançado salta aos olhos instantaneamente. Agrupando os pontos dos grupos em médias (fig 6.3), obtemos a seguinte relação entre a idade (em anos) e atividade cromosférica:

$$\log F_{crom}^{H\alpha} = 9.3 - 0.39 \cdot \log(Idade), \quad 6.1$$

que é o nosso indicador de idade, baseado estritamente no Sol e estrelas de aglomerados, as melhores idades de nossa amostra. O melhor ajuste dos dados foi calculado considerando as barras de erro, cuidado que se mostra necessário devido aos pontos dos grupos cinemáticos HR 1614 e ζ Reticuli, com grande espalhamento interno em escala logarítmica. Estes erros foram calculados por composição quadrática do erro interno (espalhamento) e externo (o valor de 0.45 determinado na seção 5.4).

Grupo Ursae Majoris Idade = 300 Mano				Grupo HR1614 Idade = 2.0 Gano			
HD	HR	T _{eff} H α	F _{crom}	HD	HR	T _{eff} H α	F _{crom}
11131	531b	5873	12,44	154931	-	5829	2,15
26913	1321	5990	10,46	161612	-	5587	5,19
26923	1322	5938	6,72	194640	-	5543	4,14
39587	2047	5966	10,25				
41593	-	5395	9,93	Plêiades Idade = 100 Mano			
147513	6094	5840	6,95	HD	HR	T _{eff} H α	F _{crom}
165185	6748	5876	9,44	282962	-	5903	16,85
				282975	-	5657	15,17
				BD+23 527	-	5932	13,07
Híades Idade = 600 Mano				Grupo ζ Reticuli Idade = 3.3 Gano			
HD	HR	T _{eff} H α	F _{crom}	HD	HR	T _{eff} H α	F _{crom}
1835	88	5759	6,80	2151	98	5863	0,14
27685	-	5872	9,07	20807	1010	5701	5,68
27859	-	5812	7,23	20766	1006	5860	3,56
28099	-	5835	6,91	196378	7875	6030	2,45
28344	-	5903	5,57				
28992	-	5759	6,80				

Tabela 6.1. As estrelas de aglomerados e grupos cinemáticos e suas idades canônicas.

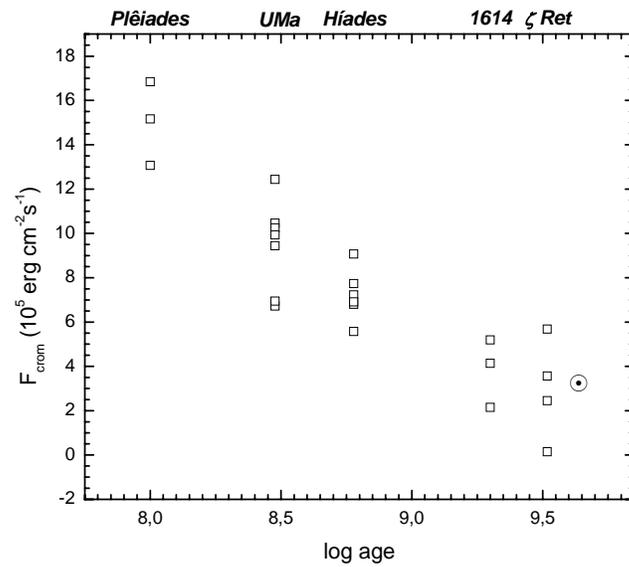


Fig 6.2. O fluxo cromosférico absoluto das estrelas de aglomerado e o Sol, plotados contra suas idades. Mesmo com os grupo ζ Reticuli e Ursae Majoris apresentando grande espalhamento interno, a relação idade-atividade é visível.

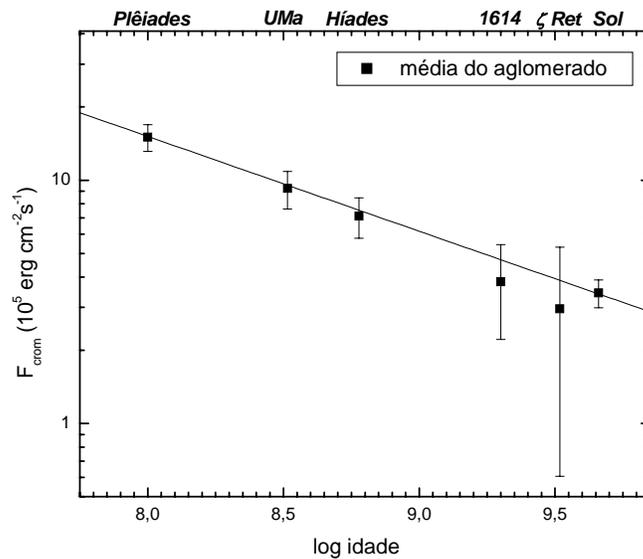


Fig 6.3. O fluxo cromosférico médio dos aglomerados e sua relação com idade. ζ Reticuli não recebeu muito peso, pois o melhor ajuste leva em conta as incertezas de cada ponto. A lei de potência de Skumanich (1972) para a relação idade-atividade na linha K do Ca II, de expoente (-0.5) é substituída por uma de expoente (-0.39 ± 0.01) no caso de $H\alpha$.

6.3 Estrelas de Campo

A calibração da eq. (6.1), entretanto, está fundamentalmente definida pelas estrelas jovens. A maioria das estrelas que a definiram tem idade menor ou igual a 2 Ganos. Ainda que não tenhamos qualquer razão para suspeitar que a lei de decaimento cromosférico mude abruptamente para idades mais avançadas, é nosso desejo refinar a calibração inserindo estrelas que amostram a faixa de idades além da solar. Para tanto, dispomos apenas de estrelas de campo, visto que aglomerados estelares que se formaram no disco antes do Sol já estão, em sua grande maioria, dispersos pela Galáxia. Como exposto na seção 6.1, a determinação de idades por meio das isócronas não dispõe, na maioria dos casos, da precisão que necessitamos. Assim, selecionamos, de nossa base de dados, somente aquelas estrelas para as quais os parâmetros atmosféricos foram determinados com máxima confiabilidade.

6.3.1 As Várias Bases de Dados deste Estudo

Como mostra a fig 6.1, reduzir a incerteza em idade é essencialmente reduzir a incerteza em temperatura efetiva. Neste trabalho, foi determinada a temperatura de H α para todas as estrelas com incerteza média estabelecida em 50K (seção 4.4). Para uma expressiva parcela de estrelas havia, também, temperaturas de excitação e temperaturas fotométricas calculadas em outros trabalhos. Estas temperaturas, quando disponíveis, foram combinadas com a temperatura de H α segundo a equação 6.2, para uma melhor determinação da temperatura efetiva a ser usada na determinação da idade:

$$T_{eff}^{composta} = \frac{\sum_i (1/\sigma_i^2) T_{eff}^i}{\sum_i 1/\sigma_i^2}, \quad 6.2$$

onde,

T_{eff}^i - Temperatura Efetiva determinada pelo método i ;

σ_i - Incerteza interna de cada método i ;

$T_{eff}^{composta}$ - Temperatura Efetiva média ponderada pelo inverso das variâncias.

O desvio padrão desta temperatura efetiva composta deve ser calculado segundo a lei estatística de composição de erros externos

$$\sigma_{T_{eff}} = \left(\sum_i \sigma_i^{-2} \right)^{-1/2} . \quad 6.3$$

A descrição dos diferentes métodos e a determinação de suas incertezas internas estão detalhadas em Porto de Mello (1996, Tese de Doutorado). Separamos as estrelas com análises espectroscópicas confiáveis em três bases de dados, que diferem no tocante ao número i de temperaturas efetivas determinadas, bem como quanto aos valores das incertezas internas σ_i . Descrevemos abaixo estas três bases, evidenciando quais temperaturas foram utilizadas. Entre parênteses, a incerteza interna associada a cada uma das temperaturas.

- Base 1. Excitação (30K), Fotométrica (40K) e H α (50K). $\sigma_{T_{eff}} = 20$ K
- Base 2. Excitação (70K), Fotométrica (40K) e H α (50K). $\sigma_{T_{eff}} = 30$ K
- Base 3. Fotométrica (40K) e H α (50K). $\sigma_{T_{eff}} = 30$ K

A Base 1, em verdade, é separada em duas bases distintas, que diferem pelos espectros adotados para a determinação de sua metalicidade e pelo autor da análise. Em uma delas, os espectros provinham do Telescópio Blanco, do Observatório Interamericano de Cerro Tololo e foram analisados por Porto de Mello (1996). Para a outra base, os espectros foram colhidos no Observatório do Pico dos Dias, Laboratório Nacional de Astrofísica, e analisados por da Silva (2002). Nos referiremos a elas, daqui em diante, como Base 1.1 e Base 1.2, respectivamente. No anexo 3 estão listadas as estrelas que compõem estas bases, com a oitava coluna mostrando as temperaturas efetivas compostas (eq.6.2) calculadas para elas.

Para estas estrelas, chegamos nas magnitudes visuais absolutas usando as magnitudes visuais aparentes e paralaxes HIPPARCOS, pesquisadas no SIMBAD. Para passar à magnitude bolométrica absoluta, usamos correções bolométricas tomadas de Habets & Heintze (1981), e calibradas por nós através de um ajuste polinomial válido no intervalo de temperaturas de 4.000 a 7.000K:

$$\begin{aligned}
CB = & - 372.73979 + 0.35041 T_{eff} \\
& - 1.30711 \cdot 10^{-4} T_{eff}^2 + 2.41261 \cdot 10^{-8} T_{eff}^3 \\
& - 2.20214 \cdot 10^{-12} T_{eff}^4 + 7.95565 \cdot 10^{-17} T_{eff}^5,
\end{aligned} \tag{6.3}$$

onde, para manter a consistência interna, usamos a temperatura composta da eq 6.2.

De posse da magnitude bolométrica absoluta $M_{bol\star} = M_v + CB$, a luminosidade é calculada por

$$\log(L/L_{\odot}) = -0.4 (M_{bol\star} - 4.75), \tag{6.4}$$

onde 4.75 é o valor adotado para a magnitude bolométrica absoluta do Sol.

6.3.2 Determinação de Massas e Idades

Os modelos de isócronas utilizados em nossa análise são aqueles de Schaerer et al. (1993, e referências lá citadas), cujo grupo calculou famílias de curvas teóricas para um número suficiente de metalicidades, a saber, $[Fe/H] = -1.27$, $[Fe/H] = -0.67$, $[Fe/H] = -0.37$, $[Fe/H] = +0.03$ e $[Fe/H] = +0.33$. Assim, para uma estrela que tenha metalicidade de valor X , verificamos sua posição no diagrama HR contra as duas famílias de isócronas cujas metalicidades lhe são imediatamente mais pobre e mais rica. Tendo então estes dois valores de idade, interpolamos para a metalicidade X para obter a solução correta. Um exemplo do procedimento está esquematizado na figura 6.4. O mesmo procedimento é efetuado para a determinação de massas, porém agora superpondo o diagrama HR observado a famílias de trajetórias evolutivas (fig 6.5).

Para o Sol, o logaritmo de idade encontrado foi de 9.84, discrepante, portanto, dos 9.66 dex (4.6 Gano) bem determinados pela gama de outros métodos disponíveis para uma estrela tão próxima. A diferença de 0.18 representa então a correção de ponto zero para estas isócronas, e deve ser subtraída de todas as idades por elas determinadas. Para a estrela HR 3992, por exemplo, a idade (em logaritmo) interpolada foi de 9.98. Efetuada a correção de ponto zero, encontramos uma idade (linear) de 6.3 bilhões de anos. No caso das massas, a encontrada para o Sol foi de $0.98 M_{\odot}$, definindo em 0.02 a correção de ponto zero.

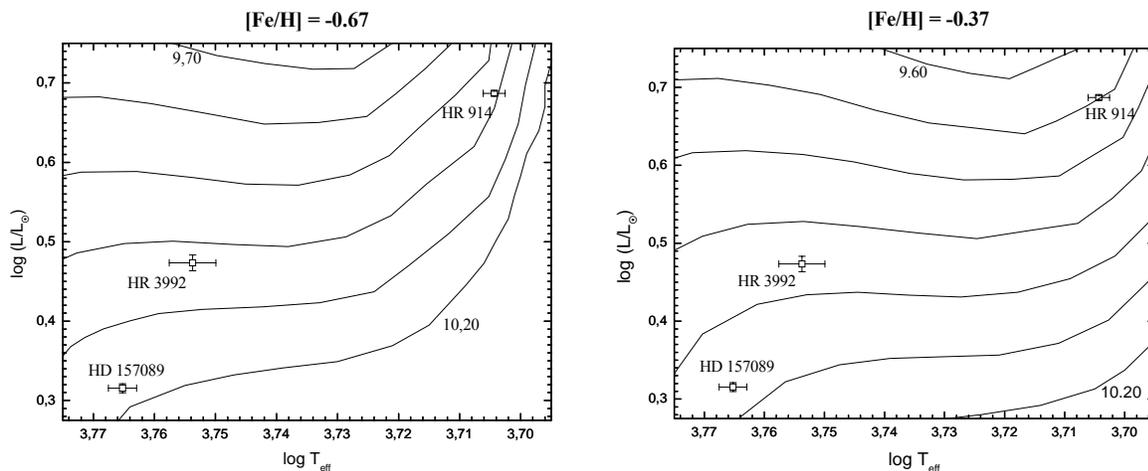


Fig 6.4. As estrelas HR 914 ($[Fe/H]=-0.57$), HR 3992 ($[Fe/H]=-0.47$) e HD 157089 ($[Fe/H]=-0.59$) superpostas ao par de famílias de isócronas de metalicidade mais próxima. O valor de idade para cada família é determinado, e então interpolamos para a metalicidade correta. Para HR 3992, por exemplo, o logaritmo da idade no diagrama pobre é 10.025, no diagrama rico é 9.96. A idade interpolada é calculada em 9.98.

Verificamos então, visualmente, as estrelas cujas posições no diagrama HR permitiam boas soluções de idade, eliminando aquelas que se encontram em regiões de cruzamento de isócronas, na ZAMS, além da idade presumida do disco da Galáxia ou simplesmente em regiões onde as isócronas se adensam o suficiente para que as barras de erro em temperatura causem incertezas maiores que 0.1 dex em idade. No caso das massas a determinação é mais simples e precisa, pelo fato das trajetórias evolutivas serem mais afastadas e sem cruzamentos. Mais bem-comportadas, portanto, do que as isócronas. Os objetos assim selecionados, suas idades e massas estão listados no terceiro anexo.

6.4 O Comportamento das Subgigantes e a Limitação do Método

Uma rápida visão do anexo 3 revela que muitas estrelas da amostra que deram boa solução de idade apresentam valores de $\log g$ menores que 4.20, sendo classificadas, portanto, como subgigantes. Como dito antes, isto era esperado, pois o ramo das subgigantes, logo após o *turnoff point*, corresponde a uma região onde as estrelas evoluem de forma praticamente *horizontal* no diagrama HR. Nesta região os erros em temperatura são irrelevantes e a idade é precisamente determinada.

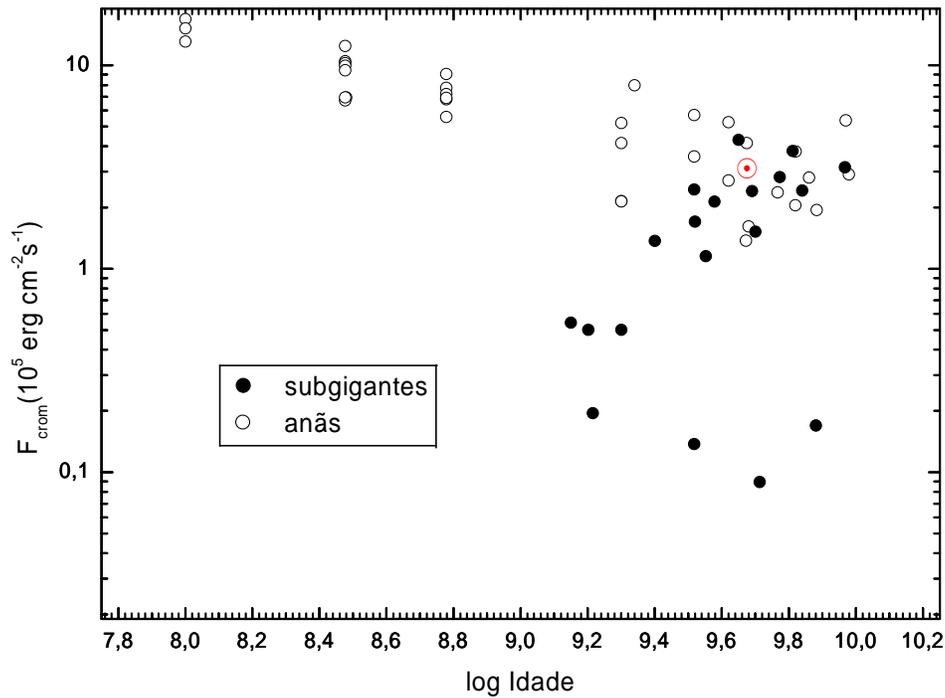


Fig 6.5. As estrelas da amostra com idades precisas por menos que 0.1 dex. As subgigantes se destacam, não obedecendo à relação definida pelas estrelas anãs.

Na seção 5.3, vimos que as subgigantes são estrelas inativas para sua classe de temperatura. Nesta, verificamos que o mesmo se dá para estrelas de sua *idade*. A figura 6.5 mostra o gráfico de estrelas cujas idades foram precisadas com erros menores do que 0.1 dex, separadas em anãs e subgigantes.

Claramente, as subgigantes definem uma população que se destaca das anãs, não obedecendo à lei de decaimento cromosférico por elas definida. A ocorrência deste efeito sugere que estrelas em estados evolutivos diferentes tenham diferentes mecanismos de emissão cromosférica. É sugerido pelos modelos teóricos (cap. 1) que, em estrelas evoluídas, o dínamo teve sua eficiência reduzida a ponto de não mais introduzir energia magnética suficiente na cromosfera para provocar emissão considerável nas frequências opacas. Segundo os modelos, a dissipação de ondas acústicas nestas estrelas seria o mecanismo dominante de aquecimento, que observar-se-ia como um fluxo basal independente da idade. Se essa transição do modo magnetohidrodinâmico para o modo acústico realmente ocorre, deveríamos encontrar que o fluxo cromosférico das subgigantes não tenha qualquer dependência com a idade.

De fato, a regressão linear das duas quantidades revela um coeficiente angular compatível com zero.

Buscando encontrar parâmetros – atmosféricos ou evolutivos – que se relacionem com a atividade cromosférica das estrelas subgigantes, realizamos a regressão multilinear do fluxo cromosférico com idade, massa, metalicidade, gravidade superficial, temperatura efetiva e luminosidade (tabela 6.2). A regressão multilinear revelou que, dentro de um critério 2σ , não há correlação com qualquer fator. Entretanto, o valor mais baixo da ultima coluna para *massa* e *gravidade* nos fez suspeitar que talvez houvesse uma leve tendência com estes parâmetros, mas com considerável espalhamento. Plotamos os fluxos contra estas quantidades na figura 6.6. Assim, aparentemente obedecendo a uma física diferente, as subgigantes devem ser descartadas da construção do indicador de idade.

A retirada das subgigantes gera efeitos na nossa calibração original dos aglomerados, pois das quatro estrelas do grupo ζ Reticuli, duas (HR 98 e HR 7875) são subgigantes. Retiradas estas duas estrelas, entretanto, a calibração não sofre modificações significativas (fig 6.7).

Limitação do Indicador

Os gráficos de idade *versus* fluxo cromosférico apresentados até o momento, estão todos em escala logarítmica de idade, que ajudam a visualizar a correlação. Por outro lado, porém, em escala logarítmica, a razão do espalhamento apresentado após ~ 4 bilhões de anos não é óbvia. Somente ao linearizar a escala (fig 6.8), percebemos que, após este valor de idade já estamos na região onde a curva exponencial tende a zero

Parâmetro	Coefficiente	Erro	t	Prob > t
Idade	0,1	2,4	0,04	0,97
Massa	-3,2	2,4	-1,33	0,21
[Fe/H]	1,1	1,7	0,65	0,53
log g	2,8	1,9	1,47	0,14
T_{eff}	0,0004	0,0015	0,27	0,78
log (L/L _☉)	-0,02	2,17	0,01	0,99

Tabela 6.2. Os valores da regressão multilinear do fluxo cromosférico para as estrelas subgigantes. As colunas mostram, respectivamente: o parâmetro a relacionar; os coeficientes da regressão; os erros nestes coeficientes; a variável t , que é a razão do coeficiente por seu erro; e a probabilidade do parâmetro não ser significativo. Nenhuma grandeza explorada se mostra relevante, dentro do critério de 2σ , para explicar o fluxo cromosférico.

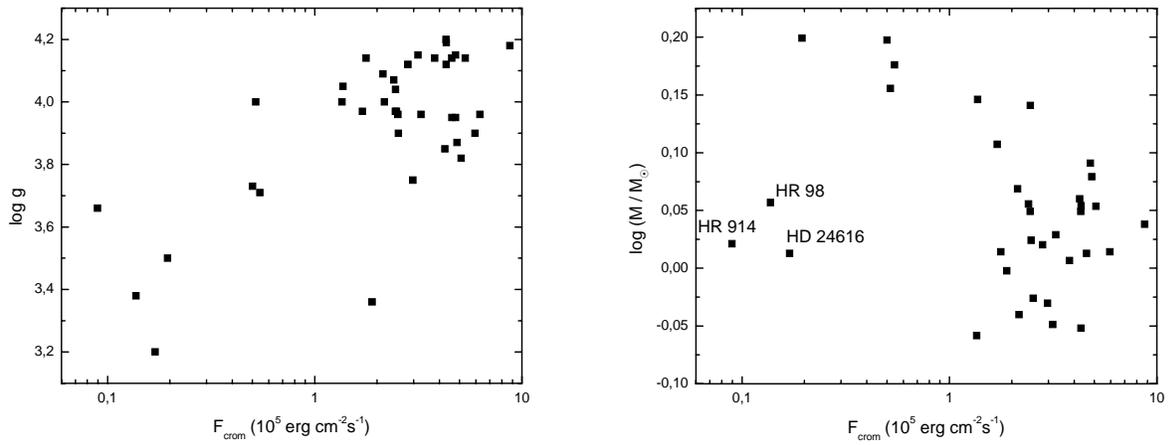


Fig 6.6. Dependência da atividade cromosférica de estrelas no ramo das subgigantes com *a.* gravidade e *b.* massa.

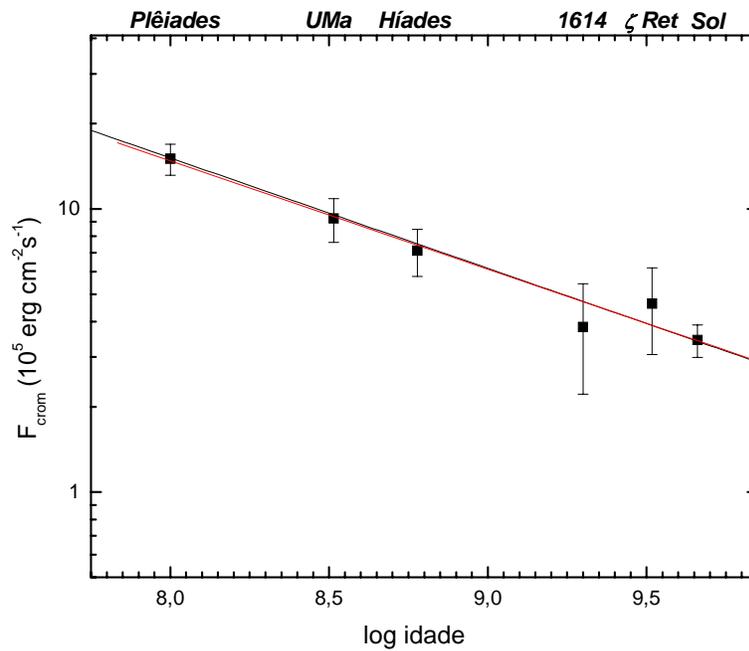


Fig 6.7. Versão Final da Calibração para os grupos cinemáticos, aglomerados e o Sol. Retiradas as subgigantes do grupo ζ Reticuli, este só fica definido pelas estrelas que lhe deram nome, ζ^1 Reticuli e ζ^2 Reticuli. A calibração (eq 6.1), entretanto, não é modificada.

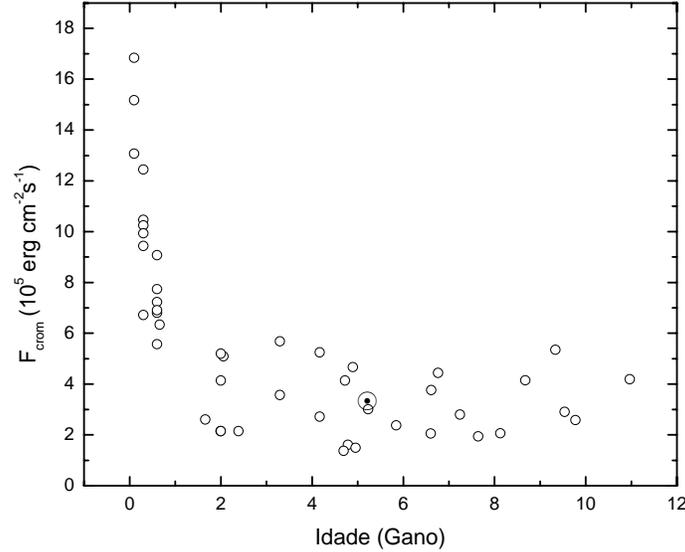


Fig 6.8. As estrelas anãs de nossa amostra que apresentam boa solução de idade. A escala linear em vez da logarítmica nos faz perceber imediatamente a razão do espalhamento após ~ 2 Gano: a exponencial se horizontaliza. Praticamente não há sensibilidade depois deste valor. Discriminando estrelas jovens e perdendo a utilidade nas evoluídas, o comportamento é inverso do das isócronas, tornando complementares os dois métodos.

assintoticamente, fazendo com que a discriminação de idades torne-se muito pior. Desta forma, as idades indicadas pelo grau de atividade cromosférica são mais precisas para estrelas *jovens*.

Como dito antes, exatamente nessa faixa de idades as isócronas perdem a sensibilidade, uma vez que todas elas se fundem na ZAMS. Falhando onde o outro procede, os dois métodos podem ser considerados, então, complementares.

6.5 Influência de Outros Parâmetros na Relação Idade - Atividade

6.5.1 Parâmetros Evolutivos e Atmosféricos

O espalhamento observado na figura 6.5 nos faz cogitar se outros fatores não estão atuando na emissão cromosférica além da idade. Voltando à física do problema, o efeito dínamo é resultado do acoplamento entre a rotação e a convecção da estrela. A idade é, portanto, um parâmetro que, neste caso, mede unicamente o quanto a rotação foi frenada. Olhando para o outro ingrediente do dínamo - a convecção -, somos

naturalmente levados a considerar que *massa* e *metallicidade* devem atuar na atividade cromosférica: quanto menos massa a estrela concentra, maior é a profundidade da sua camada convectiva em relação à radiativa; e quanto maior a metalicidade, maior é a opacidade e, portanto, mais profundamente a convecção se inicia.

Retirando as estrelas subgigantes e utilizando apenas as estrelas da amostra para as quais parâmetros atmosféricos e evolutivos foram determinados com confiabilidade, realizamos a regressão multilinear contra massa, idade, metalicidade, temperatura, luminosidade e gravidade. Os resultados estão sumarizados na tabela 6.3.

Parâmetro	Valor	Erro	t	Prob > t
log Idade	-5,55	0,77	-7,21	<0.0001
Massa	-20,80	8,74	-2,38	0,02
[Fe/H]	5,12	2,53	2,02	0,05
log g	0,36	5,96	0,06	0,95
T _{eff}	0,006	0,004	1,5	0,15
log (L/L _☉)	2,53	3,67	0,69	0,50

Tabela 6.3. Os resultados da regressão multilinear para as estrelas anãs. Idade é o parâmetro determinante, mas *massa* e *metallicidade* parecem influir.

Estes resultados indicam que nas estrelas anãs, a atividade cromosférica tem

- a. forte anticorrelação com a idade ($t=-7.21$),
- b. leve anticorrelação com massa ($t=-2.38$),
- c. leve correlação com metalicidade ($t=2.02$),
- d. insensibilidade aos demais parâmetros atmosféricos.

Encontramos, portanto, exatamente o esperado segundo o modelo dínamo. A enorme relevância da idade na atividade cromosférica é possivelmente explicada pelo fato de que a rotação é um parâmetro cuja variação é mais acentuada que a da convecção (i.e., massa e metalicidade) na faixa do diagrama HR que estamos considerando. Da mais rápida rotação à mais baixa, atravessamos uma ordem de grandeza (tab 6.4), enquanto massas e metalicidades não variam tanto.

A relevância destes outros fatores é patente na figura 6.8, onde vemos uma relação entre o período de rotação e a atividade cromosférica, mas com certo espalhamento. As estrelas que destoam da relação sugerida são HR 784, HR 1084, HR

753, HR 5544b e o Sol. HR 784 é a estrela de maior massa na tabela 6.4. Tendo uma camada convectiva menos profunda, é esperado que seu dínamo seja menos eficiente. As outras, afora o Sol, são anãs K, com menos massa, mais ativas, portanto. O Sol, contudo, não obedece à relação e não pode ser explicado pelos mesmos motivos. Se há alguma propriedade ainda não considerada do Sol que deve ser responsável por este comportamento, ou se o número de estrelas talvez não seja ainda suficiente para uma afirmação precisa, é uma questão que não sabemos responder.

HD	HR	P_{rot}	F_{crom}	Massa	[Fe/H]
141004	5868	18	1,61	1,09	0,03
30495	1532	7,6	6,23	1,03	0,09
26913	1321	7,2	10,46	0,99	0
39587	2047	5,2	10,25	1,09	0
1835	88	7,7	7,73	1,08	0,21
16160	753	45	7,55	0,82	-0,08
16673	784	5,7	4,29	1,21	0
20630	996	9,4	6,34	1,06	0,04
22049	1084	11,3	9,80	0,83	-0,09
114710	4983	12,4	2,60	1,10	0,03
124850	5338	7,6	5,09	1,13	-0,11
131156	5544a	6,2	10,12	--	-0,15
152391	5544b	11,1	6,86	0,97	-0,02
154417	6349	7,6	8,63	1,02	-0,04
190406	7672	13,5	2,27	0,88	-0,01
206860	8314	4,7	12,01	0,80	-0,02
Sol	Sol	28	3,45	1,00	0,00

Tabela 6.4. As estrelas de Mte. Wilson, para as quais há período de rotação (em dias) determinado. Fluxo cromosférico F_{crom} em unidades de $10^5 \text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$, massas em unidades solares. A metalicidade, em escala linear, varia de 71% a 162% da solar. Massas variam ainda menos. Já o período de rotação varia em uma ordem de grandeza. Isto talvez explique o porque do período de rotação ser tão mais relevante do que massa ou metalicidade, como sugere a regressão multilinear.

6.5.2 Presença de Sistemas Planetários

À parte dos parâmetros atmosféricos e evolutivos, há, possivelmente, outros fatores que influenciam a atividade estelar. A presença de sistemas planetários vem sendo apontada como um fator que reduz o momento angular da estrela, repassando-o aos seus planetas (King et al. 1997). Isto advém da observação de que, no Sistema Solar, a maior parte do momento angular cabe aos planetas, especialmente, Júpiter e Saturno, e não ao Sol.

Baseado nisto, extrapola-se que o Sol gire mais devagar do que uma estrela de sua idade que não tenha planetas. Assim, ele seria cromosfericamente inativo comparado a estrelas de sua idade e o mesmo seria detectável para as outras estrelas com plane-

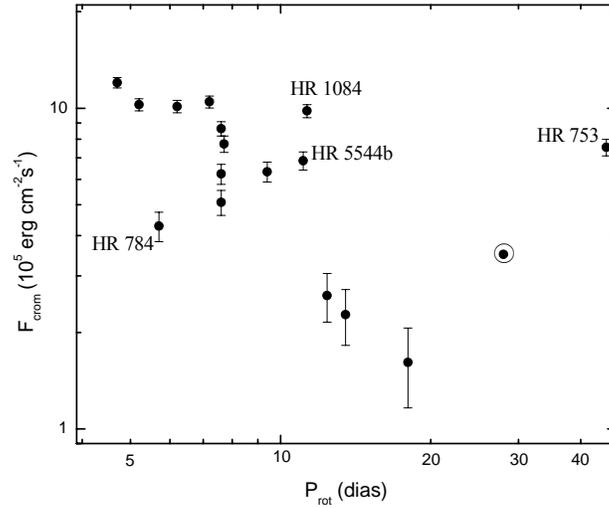


Fig 6.9. Atividade Cromosférica e Período de Rotação para as estrelas de Mt. Wilson, que têm este parâmetro determinado. O aumento de P_{rot} é acompanhado da queda do fluxo cromosférico, de acordo com o modelo dinâmico. O Sol e as estrelas destacadas parecem destoar da relação sugerida pela maioria das estrelas da amostra. Tal comportamento pode ser devido às massas serem diferentes. Todas as estrelas no gráfico são anãs.

tas. Entretanto, como vimos anteriormente, o Sol não se destaca das outras estrelas anãs de nossa amostra em seu intervalo de idades (fig 6.5).

Das estrelas observadas, a amostra de estrelas com planetas (tabela 6.5) também não parece se destacar. Das estrelas anãs, apenas HR 6094 - sendo muito inativa relativa ao seu grupo, Ursae Majoris - mostra o comportamento que a hipótese sugere. As outras anãs são compatíveis com o nível esperado de atividade, se desconsiderarmos as estrelas jovens (fig 6.10a); resultado também sustentado por uma probabilidade K-S de 0.85 das duas amostras (anãs com e sem planetas) pertencerem à uma mesma população.

Anãs					Subgigantes				
HR	Nome	[Fe/H]	Massa	F_{crom}	HR	Nome	[Fe/H]	Massa	F_{crom}
810	ι Hor	0,21	1,18	5,21	962	μ Ara	0,22	1,20	0,50
1084	ε Eri	0,39	0,83	9,80	5072	70 Vir	-0,24	1,13	1,52
6094	-	0,21	1,11	6,95	5185	τ Boo	0,32	1,37	0,58
7291	-	0,11	1,24	3,99	5968	ρ CrB	0,19	0,96	2,72
8729	51 Peg	0,04	1,03	4,21	6585	μ Ara	0,15	1,06	2,42
8734	-	-0,09	1,02	5,52	6907	-	0,27	1,35	1,96
-	Sol	0,00	1,00	3,45	8700	τ Gru	-0,04	1,22	1,15

Tabela 6.5. As estrelas com planetas presentes na amostra. Massas em unidades solares

Identifica-se nas subgigantes que, dentre estas estrelas, as que abrigam planetas apresentam menor fluxo cromosférico (fig 6.10). Entretanto, uma vez que não é razoável que a emissão cromosférica nestas estrelas seja de natureza magnetohidrodinâmica, não é de se esperar que a ocorrência deste efeito seja consequência da perda de momento angular devido à presença de planetas. De fato, é sabido que a escolha dos alvos de *surveys* de planetas extrasolares privilegia estrelas reconhecidamente inativas para, cogita-se, maximizar a probabilidade de detecção. O que vemos nas subgigantes, então, é, com muita probabilidade, um efeito de amostragem.

O argumento que levou alguns a considerar que estrelas com planetas sejam inativas parece, então, não ser um fato concreto quando submetido a teste. Levantamos uma hipótese para explicar esse resultado que advém da constatação de que as estrelas que abrigam planetas apresentam, geralmente, uma grande abundância de metais. Quer tenham nascido ricas em metais ou se auto-enriquecido, o decorrente aumento de opacidade aumenta a profundidade da zona convectiva, revigorando o dínamo e elevando o grau de atividade magnética, de acordo com o encontrado em nossos resultados. Em resumo, a perda de momento angular é possivelmente compensada pela maior eficiência da convecção.

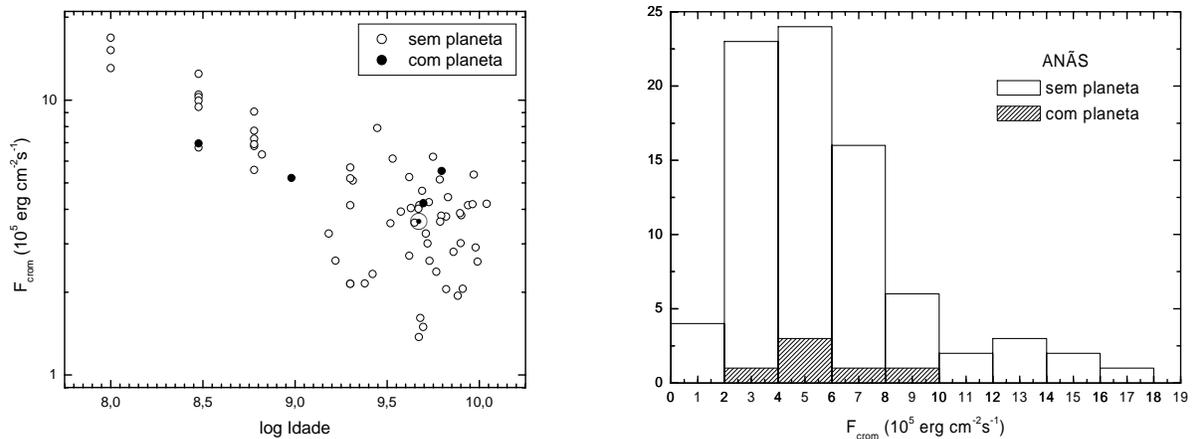


Fig 6.10a. A amostra de estrelas anãs com e sem planetas, plotadas contra sua idade. Embora HR 6094 mostre-se inativa em relação ao seu grupo, Ursae Majoris, as outras estrelas com planetas tem nível de atividade compatível com as estrelas de sua idade.

Fig 6.10b. Histograma do fluxo cromosférico das anãs na tabela 6.5. Considerando que as estrelas que apresentam F_{crom} superior a 10 são estrelas jovens, percebe-se que as duas amostras podem ser enquadradas em uma mesma população.

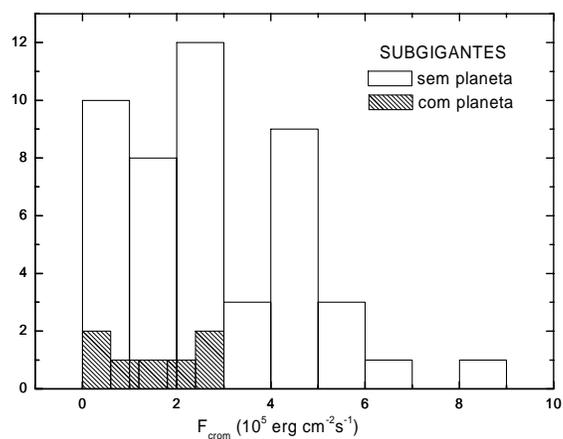


Fig 6.11. As estrelas subgigantes com e sem planetas. Embora o fluxo cromosférico destas estrelas provavelmente não seja devido à atividade magnética e, portanto, em princípio não guarde qualquer correlação com o momento angular da estrela, a amostra de subgigantes que abrigam planetas parece mais inativa. A explicação remete a efeitos de amostragem na escolha dos alvos dos *surveys* de planetas extrasolares, que privilegiam estrelas inativas.

Capítulo 7

A Largura de $H\alpha$ e o Efeito Wilson Bappu

7.1 A quantidade H_0

7.1.1 Dependência com Luminosidade

Wilson e Bappu (1957) anunciaram a descoberta de que a largura W_0 do pico de emissão na linha K do Ca II constituía-se em um poderoso indicador de luminosidade (efeito Wilson-Bappu). No intervalo por eles considerado de mais de 15 magnitudes absolutas, as quantidades seguiam uma relação sem muita dispersão (precisão de 0.3 em magnitude). Sendo a natureza da emissão na linha K do Ca II e em $H\alpha$ semelhante – cromosférica – é de se esperar que uma relação similar exista também para esta linha.

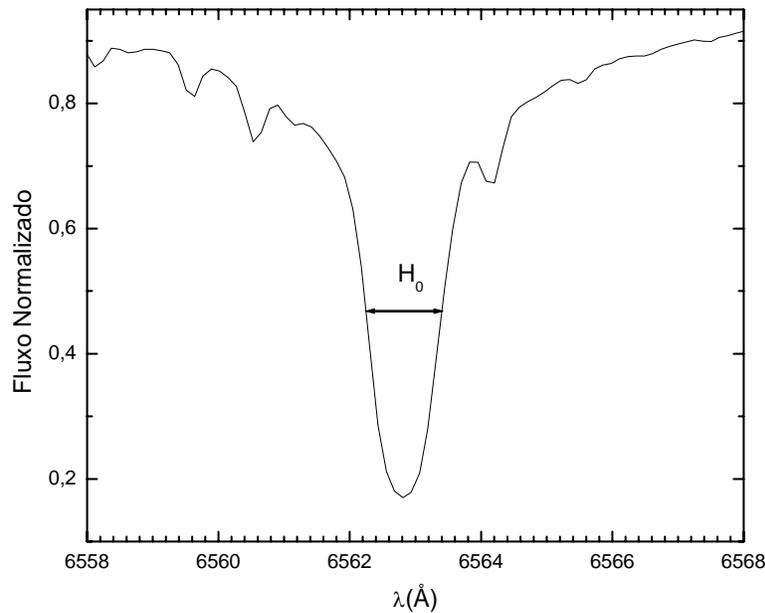


Fig 7.1. Intervalo considerado para medir a largura H_0 de $H\alpha$. Buscamos uma região não afetada pelas asas de amortecimento, pois, como Kraft, Preston e Wolff (1964) apontam, elas introduzem um alargamento que mascara o efeito de luminosidade que se quer comprovar.

Kraft, Preston e Wolff (1964), analisando placas fotográficas na região de H α para uma ampla faixa de magnitudes encontram evidência deste efeito, mas com menor sensibilidade do que a apresentada pela linha K do Ca II. Segundo estes autores, a largura H_0 de H α parece aumentar lentamente com o aumento da luminosidade, perder a sensibilidade no ramo das subgigantes, e voltar a discriminar luminosidade no ramo das gigantes e supergigantes. A relação entre H_0 e W_0 também apresenta espalhamento, devido – argumentam os autores - ao papel cada vez mais relevante da constante de amortecimento no alargamento de H α .

Uma vez que apenas o centro da linha, seu núcleo Doppler, é formado na cromosfera, a influência das asas deve ser evitada. Para tanto, buscamos medir a *largura a meia altura* não da linha H α como um todo – asas e centro -, mas apenas da região da linha não afetada pelas asas. Pela comparação de perfis H α de estrelas de diferentes temperaturas, chegamos à conclusão que a região que melhor caracteriza este núcleo não afetado pelas asas é $\lambda\lambda 6561,91 - 6563,71$ (fig 7.1). Uma gaussiana é então ajustada na região entre estes comprimentos de onda, e a largura a meia altura *full width at half maximum* deste ajuste é a quantidade H_0 . Seus valores estão listados no anexo 2.

Plotando estas larguras contra a luminosidade das estrelas (fig 7.2), encontramos boa correlação até determinado ponto, a partir do qual só há aleatoriedade. Já tendo verificado (capítulos 5 e 6) que os núcleos de H α são fundamentalmente diferentes para diferentes classes de luminosidade, mais uma vez separamos a amostra em anãs e subgigantes. Discriminando então os dois tipos de estrelas, verificamos que a quantidade H_0 e a luminosidade mantém uma relação para as anãs, que não existe para as estrelas subgigantes.

Parâmetro	Valor	Erro	t	Prob > t
$\log(L/L_{\odot})$	0,15	0,04	3,7	0,0003
T_{eff}	0,0004	0,00003	14	<0,0001
$\log g$	0,05	0,05	1	0,32
F_{crom}	0,02	0,003	6,8	<0,0001
[Fe/H]	0,008	0,03	0,26	0,80

Tabela 7.1. Regressão Multilinear da largura H_0 de H α com outras quantidades, para as anãs e subgigantes conjuntamente. Há significado estatístico nas correlações com temperatura efetiva, grau de atividade como medido pelo preenchimento de H α , e luminosidade.

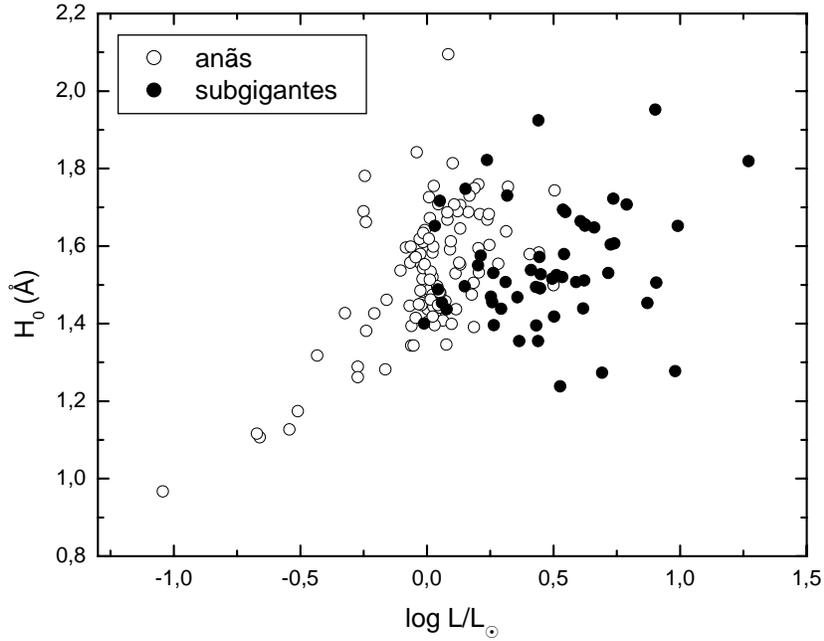


Fig 7.2. A largura H_0 de $H\alpha$ e sua relação com a luminosidade. A dependência não é precisa como para o efeito Wilson-Bappu na linha do CaII. Nas estrelas subgigantes, não há qualquer relação.

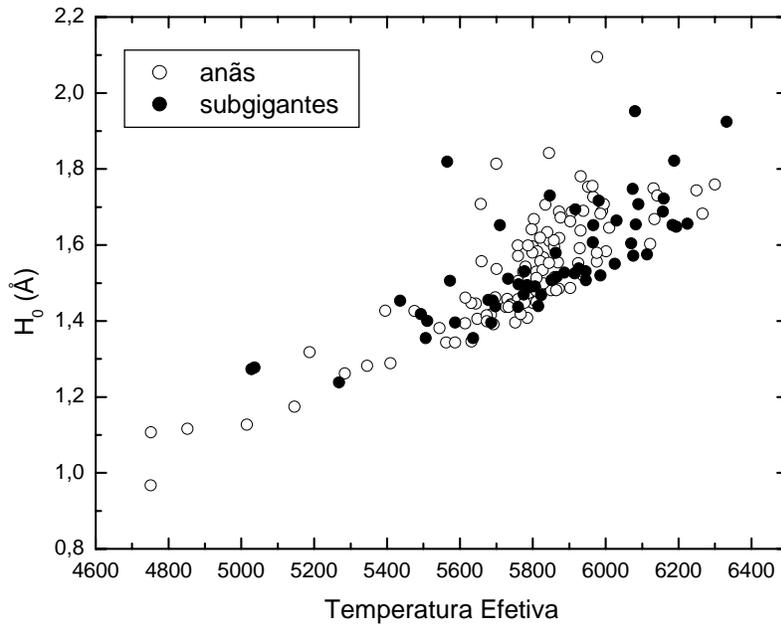


Fig 7.3. As estrelas mais quentes mostram larguras H_0 cada vez maiores. O resultado é razoável, uma vez que estamos medindo uma largura imersa na região do núcleo Doppler térmico de $H\alpha$. A linha K do Ca II não mostra tal tendência, pois seu núcleo Doppler é pequeno frente à largura W_0 . Ressaltamos que, neste gráfico, as anãs e subgigantes se destacam entre si, sendo compatíveis com uma única população.

7.1.2 Influência da Temperatura Efetiva e Atividade Cromosférica

Uma vez que estamos tendo o cuidado de excluir a regiões da linha afetada pelas asas, a dependência de H_0 com temperatura não pode ser explicada pela maior influência do amortecimento. Ao invés disso, a hipótese mais razoável esbarra no fato de que estamos medindo esta largura na região da linha imersa em seu núcleo Doppler térmico, introduzindo a dependência com temperatura. Na linha K do Ca II este fator não aparece, pois o pico de emissão cromosférica não é alicerçado em estruturas fotosféricas: o núcleo Doppler de uma linha de um átomo pesado como o cálcio é muito reduzido em comparação ao que se forma nas linhas do hidrogênio, de forma que a largura Doppler é, na linha K do Ca II, muito menor que a largura Wilson-Bappu. Na figura 7.3 notamos, também, que as subgigantes e anãs não se distinguem quanto à relação H_0 – temperatura efetiva, como fazem no tocante à luminosidade.

Quanto à dependência sugerida com atividade cromosférica, embora a regressão linear acuse uma forte correlação, ela não se mostra aparente no gráfico da figura 7.4.

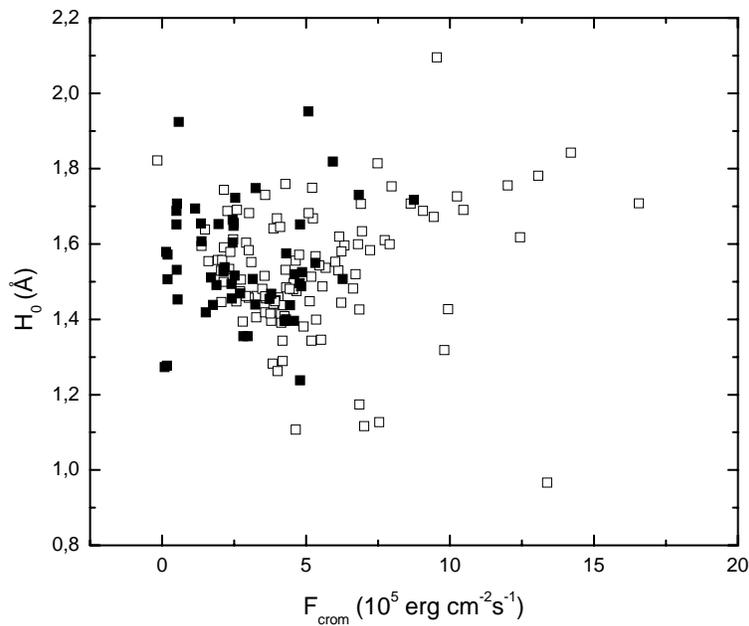


Fig 7.4. Relação entre H_0 e o fluxo cromosférico absoluto em $H\alpha$, F_{crom} . O gráfico não revela qualquer correlação óbvia, mas a regressão multilinear acusa forte dependência. Quadrados cheios representam estrelas subgigantes, e as em branco, anãs. As duas populações não se destacam.

7.2 H_0 e o Perfil de Contraste Cromosférico

Havendo o que se pode chamar de uma contaminação de H_0 pelo alargamento Doppler térmico, somos levados a considerar qual quantidade melhor descreve a largura que apresenta o efeito Wilson-Bappu: se H_0 , a largura a meia altura de um ajuste gaussiano ao núcleo da linha; ou se a largura *da base* do perfil de contraste cromosférico.

Para testar o perfil de contraste cromosférico da mesma forma que testamos H_0 , dividimos o espectro de estrelas da base 1.1 (ver seção 6.3.1) pelo espectro de τ Ceti, HR 509, uma anã fria e inativa, e medimos a largura *da base* do perfil nos espectros de razão. Como mostrado na figura 7.5, estas larguras não se correlacionam com H_0 .

A regressão multilinear da largura do perfil de contraste cromosférico assim medido também não mostra qualquer correlação com luminosidade (tabela 7.2 e figura 7.6) e parâmetros atmosféricos (tabela 7.2). Dessa forma, descartamos esta quantidade, e concluímos que H_0 é a largura que melhor caracteriza o efeito Wilson-Bappu em $H\alpha$, devendo, no entanto, ser corrigida do efeito de temperatura e não ser utilizada em estrelas subgigantes.

Parâmetro	Valor	Erro	T	Prob > t
$\log(L/L_{\odot})$	0,31	0,62	0,50	0,62
T_{eff}	-0,0001	0,0002	-0,48	0,64
$\log g$	-0,07	0,22	-0,31	0,76
[Fe/H]	-0,11	0,16	-0,68	0,50

Tabela 7.2. Regressão Multilinear do perfil de contraste cromosférico de $H\alpha$ relativo à estrela HR 509 com outras quantidades. Não há significado estatístico para qualquer das quantidades.

Conclusões e Perspectivas

Com espectros de resolução moderadamente alta ($R = 20.000$) e considerável relação sinal/ruído (250 em média), construímos um diagnóstico cromosférico com base nas perdas radiativas em $H\alpha$ utilizando a relação de Barnes-Evans (1976) e a banda fotométrica $\lambda\lambda$ 6550-6600 Å definida por Willstrop (1965). Este indicador de atividade cromosférica vem se somar ao vários outros existentes, refinando o estudo das emissões cromosféricas estelares. A precisão na construção deste indicador - com incerteza de 0,45 (em unidades de $10^5 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$) - é sem par na literatura, devido à dimensão da amostra utilizada, que reduziu os erros que são introduzidos quando na remoção do fluxo fotosférico, à grande cobertura dos espectros em relação ao trabalho de Pasquini & Pallavicini (1991), que permitiu uma normalização confiável dos espectros, e uma amostra observada exclusivamente com detetores de estado sólido, contrastando com os trabalhos de Herbig (1984) e, parcialmente, Pasquini & Pallavicini (1991). Encontramos evidência, também, de que a emissão cromosférica como medida em $H\alpha$ é insensível ao ciclo de atividade da estrela; caracterizando, portanto, o fluxo cromosférico *médio* de maneira mais adequada que os indicadores do Ca II.

Como subproduto da análise, desenvolvemos um elegante método automático de determinação de temperaturas efetivas pelas asas de $H\alpha$, fundamentado em rigorosos métodos estatísticos. Os testes realizados mostram que os procedimentos automático e visual concordam dentro de um desvio padrão, o que evidencia sua eficácia. A automação do processo significa, principalmente, a supressão da incerteza pessoal inerente à determinação visual utilizada na literatura, bem como um ganho de tempo considerável. Pretendemos tornar esta rotina de determinação de temperaturas efetivas viável a outros usuários, tendo em vista sua utilidade. Para tanto, linhas de comando de entrada de dados devem ser inseridas, de modo que talvez seja necessário traduzir a rotina para outra linguagem de programação.

Com as temperaturas determinadas e o diagnóstico cromosférico construído, calibramos a relação idade-atividade cromosférica para estrelas de dois aglomerados abertos (Híades e Plêiades), três grupos cinemáticos (ζ Reticuli, Ursae Majoris e HR 1614) e o Sol, encontrando uma relação de baixa dispersão quando excluimos as estrelas subgigantes. Incluindo estrelas de campo para as quais idades isocronais de imprecisão

reduzida foram determinadas, verificamos que as anãs seguem a relação, enquanto que as subgigantes destoam, não apresentando qualquer relação com a idade. Este resultado sugere então que, nestas estrelas evoluídas, o mecanismo predominante de emissão não é de natureza magnetohidrodinâmica, em acordo com modelos recentes que creditam a elas um mecanismo essencialmente acústico, gerando aquecimento cromosférico basal.

Utilizando então apenas as estrelas anãs da amostra, investigamos se havia outros parâmetros além da idade que seriam correlacionados com o grau de atividade cromosférica assim medido, identificando massa e metalicidade como fatores relevantes, exatamente o que é esperado segundo o modelo dínamo. Enquanto isso, luminosidade, temperatura, gravidade superficial e presença de sistemas planetários não parecem influir. O fato das estrelas com planetas não se mostrarem inativas para sua idade causa surpresa e deve ser tomado com cuidado, pois a amostra destas estrelas não é suficiente para uma análise estatística segura. Entretanto, à luz deste resultado, sugerimos às equipes de busca de planetas extrasolares que os alvos não sejam escolhidos de modo a privilegiar estrelas cromosféricamente inativas.

Foi verificado, também, que a relação idade-atividade cromosférica baseada em $H\alpha$ perde sensibilidade após ~ 2 bilhões de anos, valor além do qual a queda praticamente horizontaliza. O método é, portanto, complementar ao das isócronas, que melhor discrimina estrelas evoluídas.

Por fim, procuramos pelo análogo ao efeito Wilson-Bappu em $H\alpha$, medindo a largura à meia altura do ajuste gaussiano ao centro da linha, e relacionando esta largura - chamada H_0 - à luminosidade da estrela. Foi encontrado que a luminosidade é discriminada em estrelas anãs, ao passo que não há qualquer sensibilidade nas estrelas subgigantes. Encontramos também uma forte correlação de H_0 com a temperatura efetiva da estrela, o que não ocorre com a largura W_0 da linha K do Ca II. Presumimos que isto aconteça pelo fato da largura H_0 estar imersa no núcleo Doppler de $H\alpha$, ao passo que, na linha K, a largura W_0 é várias vezes maior que a provocada pelo pequeno alargamento Doppler de um átomo pesado como o cálcio. De qualquer forma, a contaminação Doppler em H_0 faz com que a relação com luminosidade apresente grande espalhamento, de forma que a precisão é prejudicada. Assim sendo, sugerimos que o uso de H_0 como discriminante de luminosidade seja adotado com cautela, corrigindo o efeito de temperatura e não utilizando estrelas subgigantes.

Inferimos que o método aqui exposto é potencialmente forte, fornecendo as perdas radiativas cromosféricas em $H\alpha$ e estimando idades de estrelas jovens com precisão.

Como possibilidades para investigadores futuros, sugerimos o refinamento da calibração inserindo mais estrelas de aglomerados e grupos cinemáticos e utilizando espectros de melhor qualidade, com maior cobertura, maior resolução no centro de $H\alpha$ e maior relação sinal/ruído para as estrelas menos brilhantes, como as plêiades.

Também julgamos interessante investigar a possibilidade de haver, nos aglomerados e grupos cinemáticos, dispersão no nível de atividade cromosférica decorrente das diferentes massas das estrelas. Nossos dados não nos permitem fazer tal análise, pois as amostras individuais dos grupos, com no máximo seis estrelas (Híades e Ursae Majoris), não são estatisticamente significativas. Isto será possível quando mais estrelas destes grupos forem inseridas na relação desenvolvida neste projeto.

Para o futuro imediato, compararemos os resultados aqui apresentados com os que serão obtidos – em outro trabalho – por meios de outros indicadores, as linhas H e K e o tripleto infravermelho do Ca II; comparação esta que terá como resultado uma melhor compreensão da física das altas atmosferas estelares.

ANEXOS

Anexo 1

Este anexo se constitui em uma tabela onde listamos o número HR e HD da estrela; sua paralaxe astrométrica, em milissegundos de arco, calculada pelo satélite HIPPARCOS; as magnitudes visuais aparentes V ; as magnitudes visuais absolutas; as magnitudes bolométricas absolutas, calculadas com as correções bolométricas provenientes da calibração 6.3; os logaritmos das luminosidades em unidades solares; a sinal ruído alcançada em seus espectros e a data (mês/ano) em que as estrelas foram observadas. Algumas estrelas foram sistematicamente observadas no período de 1997 a 2000. Para estas, não listamos as datas precisas, mas apenas a época, a saber, 97-00.

HD	HR	π (mas)	V	M_v	M_{bol}	$\log(L/L_{\odot})$	S/N	data
1461	72	42,67	6,46	4,61	4,55	0,081	229	ago.02
1581	77	116,38	4,2	4,53	4,52	0,091	399	out.00
1835	88	49,05	6,38	4,83	4,79	-0,015	331	out.00/set.01/out.02
2151	98	133,78	2,8	3,43	3,4	0,542	304	out.00/set.01
3795	173	35,02	6,14	3,86	3,65	0,439	188	out.00
4308	-	45,76	6,54	4,84	4,74	0,003	229	97-00
4391	209	66,92	5,8	4,93	4,88	-0,05	235	out.00
7570	370	66,43	4,96	4,07	4,13	0,247	517	set.94/fev.95
8291	-	17,09	8,61	4,77	4,74	0,006	105	97-00
9562	448	33,71	5,76	3,4	3,41	0,535	187	set.01
10647	506	57,63	5,52	4,32	4,37	0,152	215	set.01
10700	509	274,18	3,5	5,69	5,43	-0,272	414	out.00
11131	531b	42,35	6,72	4,85	4,82	-0,028	240	set.01
12264	-	22,8	7,99	4,78	4,72	0,012	46	97-00
13724	-	23,02	7,9	4,71	4,64	0,043	157	97-00
14802	695	45,6	5,19	3,48	3,47	0,512	384	out.00
16160	753	138,72	5,82	6,53	6,11	-0,543	166	set.01
16417	772	39,16	5,78	3,74	3,67	0,431	420	out.00
16673	784	46,42	5,8	4,13	4,24	0,203	225	ago.02
17051	810	58	5,4	4,22	4,28	0,188	306	out.00
18907	914	32,94	5,85	3,44	3,02	0,691	192	out.00
19994	962	44,69	5,06	3,31	3,38	0,547	159	set.94/fev.95
20010	963	70,86	3,85	3,1	3,19	0,623	350	set.94/fev.95
20630	996	109,18	4,83	5,02	4,96	-0,081	447	set.94/fev.95
20766	1006	82,51	5,54	5,12	5,01	-0,103	334	set.01

HD	HR	π (mas)	V	M_v	M_{bol}	$\log(L/L_{\odot})$	S/N	data
20807	1010	82,79	5,24	4,83	4,79	-0,016	361	set.01
22049	1084	310,74	3,73	6,19	5,83	-0,432	345	set.01
22484	1101	72,89	4,28	3,59	3,64	0,444	114	set.94/fev.95
22879	-	41,07	6,74	4,81	4,82	-0,026	256	ago.02
-	1136	110,58	3,54	3,76	3,43	0,526	143	set.01
24293	-	23,65	7,85	4,72	4,6	0,059	78	out.01
24616	-	15,87	6,71	2,71	2,3	0,981	160	out.02
25457	1294	43,12	6,37	4,54	4,47	0,113	220	out.00
25874	-	38,89	6,73	4,68	4,6	0,06	249	set.01
26913	1321	47,86	6,96	5,36	5,38	-0,249	320	set.01
26923	1322	47,2	6,33	4,7	4,7	0,022	344	set.01
27685	-	26,96	7,84	4,99	4,91	-0,063	143	out.01
27859	-	20,73	7,79	4,37	4,34	0,164	196	set.01
28099	-	21,42	8,1	4,75	4,7	0,022	233	set.01
28344	-	21,09	7,85	4,47	4,42	0,131	168	set.01
28821	-	27,05	7,62	4,78	4,66	0,036	174	97-00
28992	-	23,19	7,92	4,75	4,73	0,009	208	set.01
30495	1532	75,1	5,5	4,88	4,81	-0,024	414	out.00
30562	1536	37,73	5,77	3,65	3,63	0,449	167	out.00
33021	1662	35,34	6,17	3,91	3,86	0,357	169	out.01
34721	1747	40,11	5,96	3,98	3,97	0,312	171	out.00
36553	1856	22,87	5,47	2,27	2,27	0,991	369	out.00
39587	2047	115,43	4,41	4,72	4,73	0,009	260	set.01
41593	-	64,71	6,77	5,82	5,56	-0,323	189	set.01
43587	2251	51,76	5,71	4,28	4,24	0,203	195	mai.00
43834	2261	98,54	5,09	5,06	4,9	-0,06	202	set.94/fev.95
43947	-	36,32	6,63	4,43	4,42	0,132	203	out.02
46569	2400	26,87	5,58	2,73	2,78	0,789	285	mai.00
50806	2576	38,77	6,04	3,98	3,84	0,365	134	out.00
52298	-	27,38	6,94	4,13	4,23	0,209	214	ago.02
53705	2667	61,54	5,54	4,49	4,43	0,128	184	jun.01
57853	2814	38	6,63	4,53	4,54	0,084	120	jun.01
59984	2883	33,4	5,93	3,55	3,51	0,494	155	mai.00
63077	3018	65,79	5,37	4,46	4,38	0,149	452	mai.00
65907	3138	61,76	5,6	4,55	4,52	0,094	344	mai.00
69830	3259	79,48	5,95	5,45	5,16	-0,164	236	mai.00
71334	-	25,74	7,82	4,87	4,73	0,006	170	97-00/mai.02
73350	-	42,32	6,73	4,86	4,79	-0,015	299	97-00
76151	3538	58,5	6	4,84	4,77	-0,007	372	mai.02
76932	3578	46,9	5,86	4,22	4,24	0,202	230	mai.02

HD	HR	π (mas)	V	M_v	M_{bol}	$\log(L/L_{\odot})$	S/N	data
84117	3862	67,19	4,94	4,08	4,16	0,237	136	set.94/fev.95
88218	3992	32,55	6,13	3,69	3,63	0,448	244	jun.01
94340	-	24,23	7,08	4	3,96	0,317	189	97-00
98649	-	23,38	8,03	4,87	4,8	-0,018	132	97-00
102365	4523	108,23	4,89	5,06	4,92	-0,068	267	set.94/fev.95
104304	4587	77,48	5,54	4,99	4,78	-0,01	160	mai.00
105590	-	36,51	6,56	4,37	4,29	0,185	150	97-00
105901	-	20,11	8,18	4,7	4,66	0,038	216	97-00
108309	4734	37,5	6,26	4,13	4,02	0,293	203	mai.00
112164	4903	25,17	5,89	2,89	2,9	0,74	229	set.94/fev.95
114613	4979	48,83	4,85	3,29	3,2	0,621	154	set.94/fev.95
114710	4983	109,23	4,26	4,45	4,45	0,121	329	mai.00
115382	-	18,34	8,39	4,71	4,64	0,045	149	97-00
115383	5011	55,71	5,22	3,95	3,95	0,32	367	mai.00/jun.01
115617	5019	117,3	4,74	5,09	4,9	-0,061	425	mai.00
117176	5072	55,22	5	3,71	3,49	0,502	212	mai.00
117939	-	33,08	7,27	4,87	4,8	-0,02	124	97-00
118598	-	20,57	8,1	4,67	4,57	0,073	292	97-00/mai.02
119550	-	16,55	6,94	3,03	2,96	0,717	142	97-00
120136	5185	64,12	4,5	3,53	3,65	0,44	542	mai.00/jun.01
120237	5189	35,35	6,52	4,26	4,33	0,168	220	jun.01
122862	5279	34,87	6,02	3,73	3,72	0,411	258	jun.01
124570	5323	30,06	5,5	2,89	2,93	0,726	366	mai.02
124850	5338	46,74	4,1	2,45	2,5	0,901	320	mai.02
126868	5409	24,15	4,84	1,75	1,57	1,27	401	jun.01
128620	5459	742,24	0,01	4,36	4,31	0,177	472	mai.00/jun.01
128621	5460	742,24	1,33	5,68	--	--	178	mai.00
130948	5534	55,73	5,88	4,61	4,62	0,051	240	mai.00
131117	5542	24,99	6,29	3,28	3,28	0,589	250	mai.00
131156	5544a	149,26	4,55	5,42	--	--	472	mai.00/jun.01
131156	5544b	149,26	6,97	7,84	7,36	-1,042	137	mai.00
131923	5566	40,79	6,35	4,4	4,29	0,185	181	jun.01
131977	5568	169,31	5,74	6,88	6,4	-0,659	154	mai.00/ago.02
134664	-	25,31	7,75	4,77	4,71	0,014	94	97-00/set.01
136202	5694	40,46	5,1	3,14	3,18	0,626	277	mai.02
136352	5699	68,7	5,65	4,83	4,69	0,025	359	mai.00
138573	-	32,35	7,23	4,78	4,69	0,025	283	97-00/set.01
140538	5853	68,16	5,88	5,05	4,91	-0,065	161	jun.01
140690	-	20,74	8,08	4,66	4,59	0,063	180	97-00
141004	5868	85,08	4,43	4,08	4,05	0,282	239	set.94/fev.95

HD	HR	π (mas)	V	M_v	M_{bol}	$\log(L/L_{\odot})$	S/N	data
142072	-	24,07	7,85	4,76	4,69	0,025	140	97-00
143337	-	21,99	8	4,71	4,63	0,049	173	97-00
143761	5968	57,38	5,4	4,19	4,12	0,253	418	mai.02
145825	-	45,73	6,4	4,7	4,65	0,041	156	97-00
146233	6060	71,3	5,5	4,77	4,7	0,022	444	set.94/fev.95/97-00/mai.00/jun.01/dez.03
147513	6094	77,69	5,38	4,83	4,79	-0,013	594	mai.00/jun.01/set.01
150248	-	35,18	7,03	4,76	4,67	0,03	183	set.01
152391	-	59,04	6,64	5,5	5,27	-0,207	173	ago.02
153458	-	22,87	7,99	4,79	4,73	0,008	157	97-00
154417	6349	49,03	6,01	4,46	4,48	0,108	310	jun.01/ago.02
154931	-	18,21	7,25	3,55	3,5	0,5	259	mai.02
155114	-	28,34	7,52	4,78	4,72	0,011	131	97-00
156274	6416	113,81	5,47	5,75	5,43	-0,272	347	mai.00/ago.02
157089	-	25,88	6,95	4,01	3,97	0,31	192	ago.02
157750	-	22,67	8,04	4,82	4,77	-0,008	125	97-00
159222	-	42,2	6,56	4,69	4,65	0,04	214	97-00
159332	6541	27,26	5,66	2,84	2,91	0,736	277	mai.02
159656	-	29,8	7,16	4,53	4,49	0,104	295	97-00
160691	6585	65,46	5,15	4,23	4,11	0,257	260	set.94/fev.95
161612	-	37,17	7,2	5,05	4,88	-0,052	295	mai.02
161797A	6623	119,05	3,41	3,79	3,67	0,432	256	mai.00
162396	6649	30,55	6,2	3,63	3,65	0,442	657	ago.02
164595	-	34,57	7,08	4,77	4,69	0,023	273	97-00/set.01
165185	6748	57,58	5,95	4,75	4,72	0,012	488	mai.00/jun.01/set.01
165499	6761	56,32	5,49	4,24	4,24	0,205	211	set.94/fev.95
169830	6907	27,53	5,91	3,11	3,19	0,625	413	mai.02
172051	6998	77,02	5,87	5,3	5,15	-0,158	421	mai.00
177565	7232	58,24	6,16	4,99	4,86	-0,043	176	out.00
179949	7291	36,97	6,25	4,09	4,15	0,238	312	mai.02
181321	7330	47,95	6,49	4,89	4,85	-0,039	224	out.00
182572	7373	66,01	5,16	4,26	4,09	0,264	172	out.00/jun.01
187013	7534	47,94	4,99	3,39	3,49	0,504	340	mai.02
188376	7597	42,03	4,7	2,82	2,57	0,871	311	set.94/fev.95
189567	7644	56,45	6,07	4,83	4,71	0,014	234	out.00
189625	-	29,2	7,35	4,68	4,62	0,053	118	97-00
190248	7665	163,74	3,56	4,63	4,51	0,098	229	mai.00/out.00
190406	7672	56,6	5,8	4,56	4,55	0,081	169	out.00
190771	-	52,99	6,17	4,79	4,74	0,006	248	97-00
191408	7703	165,27	5,31	6,4	6,03	-0,509	250	mai.00/ago.02

HD	HR	π (mas)	V	M_v	M_{bol}	$\log(L/L_{\odot})$	S/N	data
191487	-	17,39	8,53	4,73	4,68	0,03	62	97-00/out.02
193307	7766	30,84	6,28	3,73	3,74	0,406	188	ago.02
194640	-	51,5	6,62	5,18	4,99	-0,094	299	mai.02
196378	7875	41,33	5,12	3,2	3,23	0,607	462	set.01
196755	7896	33,27	5,05	2,66	2,48	0,906	193	ago.02
196761	7898	68,28	6,37	5,54	5,35	-0,239	238	out.00
199288	-	46,26	6,52	4,85	4,81	-0,024	214	ago.02
199960	8041	37,8	6,21	4,1	4,1	0,262	390	ago.02
202072	-	20,27	8,18	4,71	4,62	0,051	95	97-00
203608	8181	108,5	4,22	4,4	4,42	0,132	319	mai.00
206860	8314	54,37	6	4,68	4,68	0,027	240	jun.01
207043	-	29,43	7,6	4,94	4,86	-0,043	111	97-00
207129	8323	63,95	5,58	4,61	4,5	0,101	234	mai.00
209100	8387	275,79	4,69	6,89	6,43	-0,671	236	jun.01/set.01
210918	8477	45,19	6,26	4,54	--	--	261	ago.02
211415	8501	73,47	5,33	4,66	4,62	0,05	260	mai.00
211786	-	23,88	8	4,89	4,83	-0,031	124	97-00
213429	8581	39,18	6,16	4,13	4,14	0,244	295	out.00
214953	8635	42,47	6,02	4,16	4,22	0,212	290	mai.00
216385	8697	37,25	5,16	3,02	3,1	0,661	420	mai.02
216435	8700	30,04	6,03	3,42	3,41	0,538	224	out.00
216436	-	16,14	8,6	4,64	4,56	0,078	51	97-00
217014	8729	65,1	5,49	4,56	4,46	0,115	278	mai.02
217107	8734	50,71	6,18	4,71	4,56	0,076	180	mai.02
221343	-	19,06	8,38	4,78	4,67	0,031	125	97-00/set.01/out.01
221627	-	20,74	6,68	3,26	3,21	0,617	223	97-00
282962	-	9	10,6	5,37	5,35	-0,24	87	ago.02
282975	-	9	10	4,77	4,64	0,045	100	ago.02
BD+23 527	-	9	10,6	5,37	5,36	-0,245	74	out.02
BD+15 3364	-	16,73	8,6	4,72	4,64	0,043	138	97-00

Anexo 2

Neste segundo anexo, listamos os parâmetros $\log g$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$ das estrelas observadas, com as respectivas referências de onde foram extraídas. As temperaturas efetivas mostradas são as calculadas segundo as asas de $\text{H}\alpha$, pelo nosso procedimento automático. As velocidades de microturbulência foram calculadas segundo a calibração 4.1, e estão em unidades de km/s . Também listadas estão as velocidades de rotação projetadas, $V\sin i$, quando disponíveis; e as quantidades derivadas do perfil de $\text{H}\alpha$. A saber: a área, em angstroms, abaixo do núcleo de 1.7 \AA , a partir do centro de $\text{H}\alpha$; a área abaixo dos 50 \AA que subtendem a banda Willstrop; o fluxo total, fotosférico + cromosférico, $F_{\text{H}\alpha}$, em unidades de $10^5 \text{ erg cm}^{-2}\text{s}^{-1}$; o fluxo após a subtração da componente fotosférica, também em unidades de $10^5 \text{ erg cm}^{-2}\text{s}^{-1}$; e H_0 , a largura a meia altura do ajuste gaussiano ao centro de $\text{H}\alpha$, em angstroms.

HD	HR	T_{eff}	$\log g$	$[\text{Fe}/\text{H}]$	ξ	Referência	$V\sin i$	$W_{1.7}$	W_{50}	$F_{\text{H}\alpha}$	F_{crom}	H_0
1461	72	5803	4,47	0,18	1,38	Santos et al 2002	--	0,636	44,93	48,36	5,24	1,67
1581	77	5929	4,48	-0,07	1,39	da Silva & Porto de Mello 2000	2,5	0,58	44,87	47,98	2,15	1,59
1835	88	5846	4,52	0,21	1,43	da Silva 2002	7	0,659	44,78	51,76	7,73	1,61
2151	98	5863	3,38	-0,04	1,88	del Peloso 2003	4	0,561	44,77	44,52	0,14	1,58
3795	173	5506	3,75	-0,70	1,09	da Silva & Porto de Mello 2000	1,5	0,658	45,99	40,15	2,97	1,36
4308	-	5727	4,4	-0,29	1,19	da Silva 2000	--	0,648	46,05	45,72	4,18	1,44
4391	209	5829	4,45	-0,08	1,31	da Silva & Porto de Mello 2000	2,5	0,636	45,09	48,99	5,33	1,57
7570	370	6122	4,35	0,12	1,59	Edvardsson 1993	--	0,566	44,31	53,9	2,92	1,6
8291	-	5860	4,30	0,03	1,42	da Silva 2000	--	0,653	45,49	50,96	6,63	1,48
9562	448	5986	3,95	0,16	1,63	del Peloso 2003	--	0,595	44,34	51,76	4,59	1,52
10647	506	6074	3,96	0,16	1,51	Santos et al 2002	--	0,578	44,79	52,74	3,25	1,75
10700	509	5409	4,30	-0,50	0,92	da Silva & Porto de Mello 2000	1,5	0,69	45,9	39,56	4,19	1,29
11131	531b	5873	4,53	0,0	1,31	Castro et al 1999	--	0,721	45,25	57,04	12,44	1,62
12264	-	5810	4,54	0,06	1,3	da Silva 2000	--	0,657	45,64	49,39	6,12	1,53
13724	-	5790	4,16	0,24	1,56	da Silva 2000	--	0,639	45,35	47,68	4,83	1,49
14802	695	5915	3,87	0,03	1,65	da Silva & Porto de Mello 2000	4	0,618	45,12	50,38	4,86	1,53
16160	753	5015	4,50	-0,08	0,69	Barklem 2002	5	0,826	46,01	36,35	7,55	1,13
16417	772	5785	4,07	0,13	1,58	del Peloso 2003	2	0,602	44,97	45,15	2,41	1,49
16673	784	6300	4,25	0,00	1,7		--	0,592	44,17	63,65	4,29	1,76
17051	810	6131	4,42	0,11	1,58	da Silva & Porto de Mello 2000	6	0,589	44,31	56,49	5,21	1,75
18907	914	5028	3,66	-0,57	1,03	da Silva & Porto de Mello 2000	1,8	0,661	46,45	29,07	0,09	1,27
19994	962	6157	4,00	0,15	1,78	da Silva & Porto de Mello 2000	--	0,532	43,57	52,71	0,5	1,69

HD	HR	T _{eff}	log g	[Fe/H]	ξ	Referência	V _{sini}	W _{L.7}	W ₅₀	F _{Ha}	F _{crom}	H ₀
20010	963	6225	4,00	-0,27	1,65	Balachandran 1990	--	0,563	44,17	57,6	2,49	1,66
20630	996	5800	4,57	0,04	1,23	C. Strobel 1989	--	0,648	44,7	49,39	6,34	1,6
20766	1006	5701	4,50	-0,21	1,16	del Peloso 2003	2,5	0,662	45,21	46,7	5,68	1,54
20807	1010	5860	4,48	-0,23	1,27	del Peloso 2003	2,5	0,61	45,17	47,88	3,56	1,52
22049	1084	5187	4,75	-0,09	0,77	Drake et al 1993	--	0,839	46,12	41,27	9,8	1,32
22484	1101	6076	4,11	-0,03	1,62	del Peloso 2003	--	0,527	43,39	49,74	0,19	1,57
22879	-	5976	4,34	-0,75	1,13	del Peloso 2003	--	0,61	45,35	51,57	4,64	1,56
	1136	5268	3,95	+0,05	1,29	Lambert & Ries 1981	--	0,712	45,3	37,64	4,79	1,24
24293	-	5690	4,10	-0,04	1,47	da Silva 2000	--	0,635	45,15	44,53	3,74	1,45
24616	-	5036	3,20	-0,75	1,16	Pilachowski 1993	--	0,669	46,92	29,26	0,17	1,28
25457	1294	5774	4,38	-0,09	1,34	da Silva 2002	3,5	0,602	45,22	44,56	2,05	1,53
25874	-	5770	4,40	0,04	1,34	da Silva 2000	--	0,617	45,14	45,7	3,27	1,46
26913	1321	5990	4,51	0,0	1,15	Castro et al 1999	--	0,671	44,95	57,73	10,46	1,69
26923	1322	5938	4,49	0,0	1,4	Castro et al 1999	4	0,635	44,98	52,76	6,72	1,52
27685	-	5759	4,5	+0,12	1,33	Cayrel et al 1985	--	0,665	45,02	49,01	6,8	1,6
27859	-	5872	4,5	+0,12	1,33	Cayrel et al 1985	8	0,676	45,06	53,65	9,07	1,69
28099	-	5812	4,5	+0,12	1,33	Cayrel et al 1985	--	0,661	44,95	50,53	7,23	1,58
28344	-	5835	4,5	+0,12	1,33	Cayrel et al 1985	7	0,654	45,03	50,7	6,91	1,71
28821	-	5685	4,58	-0,08	1,16	da Silva 2000	--	0,647	45,93	44,5	3,81	1,42
28992	-	5903	4,5	+0,12	1,33	Cayrel et al 1985	--	0,622	44,67	50,82	5,57	1,49
30495	1532	5799	4,36	0,09	1,37	da Silva & Porto de Mello 2000	3,5	0,653	45,15	49,27	6,23	1,58
30562	1536	5887	4,09	0,19	1,62	del Peloso 2003	4,5	0,584	44,81	47,04	2,13	1,53
33021	1662	5823	4,14	-0,20	1,38	da Silva 2002	4,1	0,62	45,38	47,33	3,79	1,47
34721	1747	5931	4,21	-0,10	1,5	da Silva & Porto de Mello 2000	4	0,574	45,02	47,38	1,49	1,64
36553	1856	5966	3,73	0,27	1,92	da Silva & Porto de Mello 2000	6	0,55	44,34	47,19	0,5	1,65
39587	2047	5966	4,52	0,00	1,41	da Silva 2002	9,4	0,674	45,05	56,94	10,25	1,73
41593	-	5395	4,49	0,0	0,99	Castro et al 1999	3,5	0,793	45,87	45,04	9,93	1,43
43587	2251	5859	4,36	0,01	1,47	da Silva & Porto de Mello 2000	--	0,581	45,12	45,67	1,37	1,6
43834	2261	5614	4,47	0,11	1,25	Porto de Mello 1996	--	0,631	45,17	42,08	2,8	1,39
43947	-	5925	4,32	-0,28	1,34	del Peloso 2003	--	0,597	45,23	48,85	3,1	1,55
46569	2400	6090	4,00	0,0	1,67	--	--	0,546	44,73	50,48	0,52	1,71
50806	2576	5636	4,12	0,02	1,38	da Silva 2002	2	0,632	45,45	42,53	2,82	1,36
52298	-	6266	4,41	-0,23	1,54	del Peloso 2003	--	0,578	44,5	60,29	3,02	1,68
53705	2667	5821	4,32	-0,22	1,31	da Silva 2002	4	0,588	44,74	45,43	1,94	1,56
57853	2814	5977	4,50	0,0	1,36	--	--	0,65	44,08	56,49	9,54	2,1
59984	2883	5866	3,96	-0,67	1,38	del Peloso 2003	3,5	0,604	45,83	46,97	2,52	1,52
63077	3018	5761	4,15	-0,76	1,15	del Peloso 2003	2,5	0,651	45,96	47,03	4,79	1,5
65907	3138	5858	4,40	-0,27	1,27	da Silva & Porto de Mello 2000	2,5	0,601	45,56	46,75	2,47	1,61
69830	3259	5345	4,38	0,00	1,11	da Silva & Porto de Mello 2000	--	0,7	46,35	38,05	3,84	1,28

HD	HR	T _{eff}	log g	[Fe/H]	ξ	Referência	V _{sini}	W _{1.7}	W ₅₀	F _{Ha}	F _{crom}	H ₀
71334	-	5648	4,44	-0,06	1,29	da Silva 2000	--	0,642	45,79	43,22	3,27	1,41
73350	-	5780	4,45	0,14	1,38	da Silva 2000	--	0,642	44,92	48,1	5,46	1,54
76151	3538	5797	4,37	0,01	1,33		--	0,622	45,13	46,87	3,88	1,64
76932	3578	6025	4,14	-0,84	1,2	del Peloso 2003	3	0,612	45,28	53,47	5,32	1,55
84117	3862	6188	4,20	-0,06	1,6	da Silva & Porto de Mello 2000	--	0,529	43,81	53,28	-0,15	1,82
88218	3992	5806	3,36	-0,47	1,53	Favata 1997	--	0,596	45,29	45,07	1,89	1,49
94340	-	5847	3,99	0,14	1,65	da Silva 2000	--	0,656	45,32	50,88	6,84	1,73
98649	-	5775	4,63	-0,02	1,21	da Silva 2000	--	0,627	45,16	46,56	4,02	1,45
102365	4523	5644	4,43	-0,28	1,14	del Peloso 2003	--	0,619	45,36	41,93	2,06	1,45
104304	4587	5510	4,12	0,16	1,31	Gonzalez 2001	--	0,674	45,58	41,56	4,31	1,4
105590	-	5760	4,58	0,02	1,26	da Silva 2000	--	0,611	45,11	44,97	2,74	1,51
105901	-	5850	4,50	-0,01	1,32	da Silva 2000	--	0,613	45,37	47,59	3,48	1,48
108309	4734	5697	4,14	0,11	1,47	Edvardsson 1993	--	0,613	45,66	42,71	1,77	1,44
112164	4903	5965	4,05	0,32	1,79	Porto de Mello 1996	--	0,554	43,88	48,04	1,37	1,61
114613	4979	5732	3,97	0,15	1,56	Porto de Mello 1996	--	0,591	44,43	43,35	1,7	1,51
114710	4983	5939	4,38	0,03	1,51	Edvardsson 1993	4,3	0,588	45,15	48,67	2,6	1,69
115382	-	5787	4,37	-0,08	1,32	da Silva 2000	--	0,62	45,14	46,4	3,61	1,46
115383	5011	5952	4,43	0,23	1,62	Porto de Mello 1996	7,5	0,645	44,77	54,33	7,97	1,75
115617	5019	5562	4,41	0,00	1,22	Porto de Mello 1996	3	0,668	45,81	42,44	4,19	1,34
117176	5072	5493	4,13	-0,04	1,34	Porto de Mello 1996	1	0,635	45,94	38,45	1,52	1,42
117939	-	5800	4,44	-0,10	1,26	da Silva 2000	--	0,65	45,96	48,19	5,14	1,45
118598	-	5730	4,52	0,02	1,31	da Silva 2000	--	0,64	45,62	45,65	4,04	1,46
119550	-	5777	3,98	0,02	1,59	da Silva 2000	--	0,577	44,96	43,09	0,51	1,53
120136	5185	6332	4,18	0,32	1,96	Santos et al 2003	17	0,564	43,95	62,24	0,58	1,92
120237	5189	6142	4,4	0,09	1,53	Randich 1999	--	0,573	44,35	55,25	3,58	1,73
122862	5279	5926	4,0	0,0	1,67	--	--	0,585	45,21	47,94	2,17	1,54
124570	5323	6070	4,04	0,07	1,82	Edvardsson 1993	--	0,573	45,06	51,83	2,46	1,6
124850	5338	6081	3,82	-0,11	1,81	Edvardsson 1993	17	0,604	45,26	54,78	5,09	1,95
126868	5409	5565	3,90	-0,02	1,47	Mallik 1998	--	0,694	45,73	44,25	5,94	1,82
128620	5459	5820	4,3	0,26	1,51	del Peloso 2003	3	0,623	44,67	48,14	4,67	1,48
128621	5460		4,5	0,24	1,35	Porto de Mello 1996	--	0,754	45,7	40,90	7,13	1,21
130948	5534	5981	4,18	-0,20	1,37	Chen 2000	--	0,654	45,03	55,79	8,74	1,72
131117	5542	5946	3,96	0,10	1,67	del Peloso 2003	--	0,631	45,15	52,5	6,28	1,51
131156	5544a		4,60	-0,15	1,04	Ruck 1995	3	0,767	45,87	--	--	1,57
131156	5544b	4751	4,6	-0,15	0,31	Fernandes et al 1998	--	1,119	46,43	40,95	13,37	0,97
131923	5566	5692	4,4	0,0	1,2	--	--	0,638	44,99	44,98	4,14	1,39
131977	5568		4,65	0,03	0,5	Feltzing 1998	--	0,878	46,32	32,21	4,64	1,11
134664	-	5827	4,36	0,13	1,42	da Silva 2000	--	0,585	44,2	45,95	2,33	1,53
136202	5694	6083	4,00	-0,15	1,68	Balachandran 1990	4,6	0,559	45,03	51,11	1,35	1,65

HD	HR	T _{eff}	log g	[Fe/H]	ξ	Referência	V _{sini}	W _{1.7}	W ₅₀	F _{Ha}	F _{crom}	H ₀
136352	5699	5631	4,28	-0,30	1,18		--	0,632	45,66	42,2	2,58	1,45
138573	-	5740	4,42	0,00	1,32	da Silva 2000	--	0,647	44,1	48,03	6,22	1,44
140538	5853	5659	4,44	0,0	1,32	--	--	0,615	45,19	42,27	2,09	1,56
140690	-	5785	4,40	0,06	1,36	da Silva 2000	--	0,638	45,79	47	4,25	1,41
141004	5868	5869	4,28	0,03	1,5	Porto de Mello 1996	--	0,58	44,91	46,13	1,61	1,55
142072	-	5787	4,46	0,20	1,38	da Silva 2000	--	0,677	45,17	50,69	7,9	1,6
143337	-	5760	4,36	-0,19	1,27	da Silva 2000	--	0,625	45,82	45,24	3,02	1,46
143761	5968	5775	4,14	-0,24	1,4	Gonzalez 1998	1,5	0,617	45,7	45,25	2,72	1,47
145825	-	5825	4,52	0,07	1,34	da Silva 2000	--	0,63	45,32	48,15	4,57	1,5
146233	6060	5790	4,44	0,05	1,36	Porto de Mello 1996	2,4	0,608	45,16	45,56	2,71	1,47
147513	6094	5840	4,63	0,04	1,31	Porto de Mello 1996	3	0,652	44,91	50,84	6,95	1,63
150248	-	5752	4,38	-0,04	1,32	da Silva 2000	--	0,629	45,29	45,86	3,8	1,4
152391	-	5475	4,45	-0,02	1,09	Gaidos & Gonzalez 2002	--	0,727	45,99	43,45	6,86	1,43
153458	-	5820	4,44	0,20	1,43	da Silva 2000	--	0,645	44,91	49,62	6,15	1,62
154417	6349	5995	4,30	-0,04	1,45	Chen 2000	5,5	0,651	45,08	56,02	8,63	1,71
154931	-	5829	4,4	+0,19	1,42	Feltzing & Holmberg 2000	--	0,598	45,4	45,81	2,15	1,5
155114	-	5810	4,46	-0,02	1,33		--	0,641	45,43	48,45	5,19	1,51
156274	6416	5284	4,5	-0,35	0,87	Perrin et al 1988	--	0,709	46,21	37,14	4,01	1,26
157089	-	5852	4,15	-0,59	1,25	Edvardsson 1993	--	0,608	45,34	47,3	3,15	1,51
157750	-	5845	4,54	0,21	1,37		--	0,644	45,25	50,01	6,01	1,55
159222	-	5860	4,34	0,14	1,47	da Silva 2000	--	0,628	44,99	49,52	5,20	1,52
159332	6541	6159	3,9	-0,24	1,72		--	0,572	45,11	54,83	2,54	1,72
159656	-	5850	4,32	0,09	1,44	da Silva 2000	--	0,650	45,62	50,21	6,10	1,64
160691	6585	5678	4,19	0,27	1,5	del Peloso 2003	--	0,614	44,92	42,98	2,42	1,46
161612	-	5587	4,4	+0,19	1,3	Feltzing & Holmberg 2000	--	0,679	45,72	43,94	5,19	1,34
161797A	6623	5686	3,85	0,20	1,54		--	0,639	44,89	44,97	4,25	1,4
162396	6649	6001	4,24	-0,34	1,47	Edvardsson 1993	--	0,584	45,01	50,55	3,01	1,58
164595	-	5767	4,67	-0,04	1,21	da Silva 2000	--	0,623	45,25	45,95	3,58	1,42
165185	6748	5876	4,49	0,0	1,37	Castro et al 1999	7	0,681	45,15	54,11	9,44	1,67
165499	6761	5934	4,30	-0,17	1,43	Balachandran 1990	--	0,578	44,79	48,11	2,16	1,53
169830	6907	6184	4,04	0,22	1,92	Santos et al 2003	--	0,561	44,65	55,23	1,96	1,65
172051	6998	5615	4,43	-0,16	1,1	da Silva & Porto de Mello 2000	--	0,653	45,92	42,88	3,59	1,46
177565	7232	5673	4,42	0,07	1,26	da Silva 2002	2,3	0,64	45,36	44,22	3,77	1,42
179949	7291	6134	4,41	0,21	1,69	Santos et al 2003	--	0,581	44,68	55,38	3,99	1,67
181321	7330	5845	4,34	-0,06	2,3	da Silva 2002	12,5	0,747	45,09	58,2	14,2	1,84
182572	7373	5587	4,14	0,39	1,39	del Peloso 2003	--	0,654	44,64	43,33	4,59	1,4
187013	7534	6249	4,21	-0,13	1,75	Edvardsson et al 1993	9	0,569	44,72	58,47	2,15	1,74
188376	7597	5436	3,71	0,00	1,52	Porto de Mello 1996	--	0,621	45,66	36,41	0,54	1,45
189567	7644	5697	4,44	-0,26	1,17	da Silva 2002	4,4	0,626	45,46	43,85	2,91	1,46

HD	HR	T _{eff}	log g	[Fe/H]	ξ	Referência	V _{sini}	W _{1.7}	W ₅₀	F _{Ha}	F _{crom}	H ₀
189625	-	5810	4,50	0,31	1,45	da Silva 2000	--	0,629	45,11	47,81	4,55	1,48
190248	7665	5674	4,26	0,38	1,44	del Peloso 2003	--	0,649	44,42	45,83	5,35	1,4
190406	7672	5907	4,35	-0,01	1,43	Fuhrmann 1993	4	0,584	44,88	47,62	2,27	1,69
190771	-	5820	4,56	0,19	1,36	da Silva 2000	--	0,69	45,35	52,56	9,09	1,55
191408	7703	5146	4,5	-0,58	0,5	Abia 1988	--	0,791	46,39	37,64	6,85	1,17
191487	-	5820	4,24	-0,01	1,44	da Silva 2000	--	0,67	46,07	50,24	6,77	1,33
193307	7766	5976	4,21	-0,36	1,4	Edvardsson 1993	--	0,579	44,96	49,3	2,37	1,58
194640	-	5543	4,4	+0,19	1,3	Feltzing & Holmberg 2000	--	0,674	46,07	42,03	4,14	1,34
196378	7875	6030	3,97	-0,37	1,57	da Silva 2002	6,4	0,576	45,06	50,73	2,45	1,66
196755	7896	5573	3,5	-0,08	1,5	Randich 1999	--	0,597	45,28	38,67	0,2	1,51
196761	7898	5544	4,44	-0,32	0,97	da Silva 2002	3,3	0,681	45,76	42,82	4,91	1,38
199288	-	5871	4,35	-0,59	1,13	del Peloso 2003	--	0,618	45,18	48,87	4,31	1,49
199960	8041	5945	4,20	0,18	1,54	Edvardsson 1993	--	0,602	44,76	50,5	4,3	1,53
202072	-	5740	4,48	-0,17	1,22	da Silva 2000	--	0,64	45,91	45,69	3,87	1,44
203608	8181	6010	4,31	-0,68	1,28	del Peloso 2003	2,8	0,603	45,6	51,87	4,11	1,65
206860	8314	5964	4,35	-0,02	1,43	Gonzalez 2002	10,2	0,696	45,1	58,65	12,01	1,76
207043	-	5760	4,55	0,07	1,29	da Silva 2000	--	0,644	45,47	46,99	4,76	1,57
207129	8323	5700	4,48	0,07	1,4	da Silva & Porto de Mello 2000	2,8	0,696	45,79	48,48	7,48	1,81
209100	8387	4852	4,6	-0,23	0,4	Abia 1988	--	0,876	46,44	34,27	7,02	1,12
210918	8477		4,43	-0,18	1,27	Pasquini et al 1994	--	0,63	45,53	--	--	1,42
211415	8501	5864	4,27	-0,25	1,29	da Silva & Porto de Mello 2000	2,5	0,624	45,44	48,84	4,43	1,48
211786	-	5810	4,42	-0,09	1,3	da Silva 2000	--	0,628	45,66	47,21	3,94	1,45
213429	8581	5986	4,42	-0,01	1,57	da Silva 2002	6	0,609	44,94	52,26	5,09	1,68
214953	8635	6114	4,19	0,04	1,55	da Silva & Porto de Mello 2000	5,2	0,583	44,52	55,03	4,32	1,58
216385	8697	6194	3,97	-0,25	1,69	Baliunas 1993	5,2	0,573	45,14	56,17	2,48	1,65
216435	8700	5917	3,92	0,19	1,72	da Silva & Porto de Mello 2000	--	0,566	44,63	46,72	1,15	1,69
216436	-	5760	3,94	0,04	1,57	da Silva 2000	--	0,634	45,12	46,67	4,45	1,44
217014	8729	5734	4,51	0,21	1,38	Santos et al 2002	1,7	0,636	45,23	45,9	4,21	1,44
217107	8734	5632	4,42	0,39	1,4		--	0,67	45,21	45,16	5,52	1,35
221343	-	5710	4,05	0,04	1,53	da Silva 2000	--	0,649	45,33	46	4,79	1,65
221627	-	5815	4,14	0,17	1,53	da Silva 2000	--	0,615	45,46	46,61	3,24	1,44
282962	-	5903	4,5	0,0	1,29	Schilbach et al 1995	--	0,856	45,26	69,04	23,79	1,66
282975	-	5657	4,5	0,0	1,29	Schilbach et al 1995	--	0,84	45,91	56,69	16,56	1,71
BD+23 527		5932	4,5	0,0	1,29	Schilbach et al 1995	--	0,706	44,58	58,97	13,07	1,78
BD+15 3364		5777	4,40	0,07	1,37	da Silva 2000	--	0,636	45,95	46,5	3,93	1,45

Anexo 3

Neste anexo, listamos as várias bases que reúnem o seletor grupo de estrelas para as quais as temperaturas efetivas foram determinadas por mais de um método. Por esta razão, estas estrelas apresentam incertezas reduzidas que permitiram idades isocronais mais precisas, como descrito no capítulo 6. Algumas estrelas encontravam-se em posições do diagrama HR que dificultaram ou não permitiram a solução de idade. A coluna de comentários discrimina estes casos. As massas estão em unidades solares.

Base 1.1

HD	HR	T_{eff} Exc.	T_{eff} Fot.	T_{eff} H α	T_{eff} Comp.	log g	[Fe/H]	Massa	log Idade	Comentário
20807	1010	5878	5860	5860	5869	4,48	-0,23	1,00	9,52	
43834	2261	5630	5657	5614	5635	4,47	0,11	0,97	9,86	
84117	3862	6074	6135	6188	6113	4,20	-0,06	1,13	9,41	
102365	4523	5643	5679	5644	5654	4,43	-0,28	0,88	9,91	
112164	4903	6031	5998	5965	6009	4,05	0,32	1,40	9,40	
114613	4979	5706	5659	5732	5697	3,97	0,15	1,28	9,52	
115383	5011	6126	6041	5952	6069	4,43	0,23	1,20	9,34	
115617	5019	5587	5621	5562	5592	4,41	0,00	0,91	--	Idade Maior que do Disco
117176	5072	5857	5541	5493	5696	4,13	-0,04	1,13	9,70	
128620	5459	5926	--	5820	--	4,3	0,26	1,09	9,69	
141004	5868	5817	5936	5869	5862	4,28	0,03	1,09	9,68	
146233	6060	5891	5814	5790	5850	4,44	0,05	1,02	9,62	
160691	6585	5777	5895	5678	5793	4,19	0,27	1,06	9,84	
188376	7597	5514	5730	5436	5563	3,71	0,00	1,50	9,15	

Base 1.2

HD	HR	T _{eff} Exc.	T _{eff} Fot.	T _{eff} H α	T _{eff} Comp.	log g	[Fe/H]	Massa	log Idade	Comentário
1835	88	5888	5875	5846	5868	4,38	0,21	0,97	9,82	
25457	1294	5820	5821	5774	5806	4,14	-0,09	1,02	9,81	
33021	1662	5753	5754	5823	5776	4,12	-0,20	1,05	9,77	
39587	2047	6000	5998	5966	5988	4,32	0,00	0,94	9,88	
50806	2576	5612	5623	5636	5625	4,42	0,02	0,96	9,82	
53705	2667	5806	5808	5821	5812	4,34	-0,22	1,01	--	Compatível com ZAMS
177565	7232	5625	5649	5673	5653	4,44	0,07	0,88	9,98	
181321	7330	5806	5834	5845	5833	4,44	-0,06	0,80	--	Idade Maior que do Disco
189567	7644	5701	5702	5697	5700	4,42	-0,26	1,13	9,31	
196761	7898	5408	5420	5544	5458	4,38	-0,32	0,97	9,82	
213429	8581	6176	6152	5986	6102	4,14	-0,01	1,02	9,81	

Base 2

HD	HR	T _{eff} Exc.	T _{eff} Fot.	T _{eff} H α	T _{eff} Comp.	log g	[Fe/H]	Massa	log Idade	Comentário
1581	77	5972	5940	5929	5942	4,48	-0,07	1,06	9,30	
2151	98	5860	5796	5863	5828	3,38	-0,04	1,14	9,52	
3795	173	5272	5379	5506	5403	3,75	-0,70	0,93	--	Idade Maior que do Disco
4391	209	5820	5821	5829	5823	4,45	-0,08	1,03	--	Compatível com ZAMS
10700	509	5320	5360	5409	5369	4,30	-0,50	0,68	--	Idade Maior que do Disco
14802	695	5833	5918	5915	5903	3,87	0,03	1,20	9,61	
16417	772	5714	5792	5785	5777	4,07	0,13	1,14	9,69	
17051	810	6130	6124	6131	6127	4,42	0,11	1,18	8,98	
18907	914	5015	5099	5028	5062	3,66	-0,57	1,05	9,71	
19994	962	6087	6089	6157	6111	4,00	0,15	1,20	9,30	
30495	1532	5740	5843	5799	5812	4,36	0,09	1,03	--	Compatível com ZAMS
30562	1536	5986	5936	5887	5928	4,09	0,19	1,17	9,58	Cruzamento de Isócronas
34721	1747	5957	6009	5931	5975	4,21	-0,10	1,09	9,70	

36553	1856	6022	5985	5966	5985	3,73	0,27	1,58	9,20	
43587	2251	5950	5913	5859	5902	4,36	0,01	1,06	9,67	
65907	3138	5833	5978	5858	5915	4,40	-0,27	0,96	9,74	
69830	3259	5379	5462	5345	5410	4,38	0,00	0,85	--	Idade Maior que do Disco Compatível com ZAMS
172051	6998	5502	5642	5615	5610	4,43	-0,16	0,87	--	
207129	8323	5902	5910	5700	5840	4,48	0,07	1,12	9,61	
211415	8501	5753	5857	5864	5842	4,27	-0,25	0,94	9,83	
214953	8635	5936	6044	6114	6049	4,19	0,04	1,13	9,36	
216435	8700	5888	5943	5917	5925	3,92	0,19	1,22	9,55	Cruzamento de Isócronas

Base 3

HD	HR	T _{eff} Exc.	T _{eff} Fot.	T _{eff} H α	T _{eff} Comp.	log g	[Fe/H]	Massa	log Idade	Comentário
1461	72	-	5785	5803	5792	4,47	0,18	1,03	9,62	
20766	1006	-	5704	5701	5703	4,50	-0,21	0,93	9,52	
22484	1101	-	6023	6076	6044	4,11	-0,03	1,13	9,61	
24616	-	-	4975	5036	4999	3,20	-0,75	1,03	9,88	
157089	-	-	5795	5852	5817	4,15	-0,59	0,89	9,97	
162396	6649	-	6072	6001	6044	4,24	-0,34	1,06	9,72	Cruzamento de Isócronas
182572	7373	-	5583	5587	5585	4,14	0,39	1,03	9,90	
190248	7665	-	5588	5674	5622	4,26	0,38	0,98	9,97	
193307	7766	-	5950	5976	5960	4,21	-0,36	1,02	9,77	
196378	7875	-	6029	6030	6029	3,97	-0,37	1,12	9,52	
199960	8041	-	5827	5945	5873	4,20	0,18	1,12	9,65	
210918	8477	-	-	5802	5802	4,43	-0,18	0,95	9,67	

Referências

- Abia, C.; Rebolo, R.; Beckman, J. E.; Crivellari, L.; 1998, *A&A*, **206**, 100.
- 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.
- Balachandran, S; 1990, *ApJ*, **354**, 310
- 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.; 1976, *MNRAS*, **174**, 489.
- Böhm-Vitense, E.; *Introduction to Stellar Astrophysics*, 1989, Cambridge University Press, Vol 2.
- Cayrel de Strobel, G.; Soubiran, C.; Ralite, N.; 2001, *A&A*, **373**, 159.
- Cayrel de Strobel, G.; Bentolila, C.; 1989, *A&A*, **211**, 324.
- Cayrel, R.; Cayrel de Strobel, G.; Campbell, B.; Mein, N.; Mein, P.; Dumont, S.; 1983, *A&A*, **123**, 89.
- Cayrel, R.; Cayrel de Strobel, G.; Campbell, B.; 1985, *A&A*, **146**, 249.
- Castro, S.; Porto de Mello, G. F.; da Silva, L.; 1999, *MNRAS*, **305**, 693.
- Cowley, C. R. & Castelli, F.; 2002, *A&A*, **387**, 595.
- De Pontieu, B.; Martens, P. C. H.; Hudson, H. S., 2001, *ApJ*, **558**, 859.
- del Peloso, E. F.; 2003, *A Evolução da Razão de Abundâncias Th/Eu no Disco Galáctico e Seu Uso Como Cronômetro*. Tese de Doutorado. MCT/Observatório Nacional.
- del Peloso, E. F.; da Silva, L.; Porto de Mello, G.F.; 2000, *A&A*, **358**, 233.
- da Silva, L.; Porto de Mello, G. F.; *Lithium Abundances in Solar Type Stars*, em *The LightElements and Their Evolution; Proceedings, IAU Symposium no. 198*, ed. L. da Silva, M. Spite, J. R. de Medeiros (2000), p495.
- da Silva, R.; 2002, *Composição Química, Evolução e Cinemática de Estrelas de Tipo Solar*, Dissertação de Mestrado. INPE.

- da Silva, R.; 2000, *Busca Fotométrica e Espectroscópicas de Estrelas Gêmeas Solares*,
Projeto Final de Curso para Obtenção do Título de Astrônomo. OV/UFRJ.
- Drake, Jeremy J.; Smith, Geoffrey; 1993, *ApJ*, **412**, 797.
- Edvardsson, B.; Andersen, J.; Gustafsson, B.; Lambert, D. L.; Nissen, P. E.; Tomkin, J.;
1993, *A&A*, **275**, 101.
- Fawzy, D.; Rammacher, W.; Ulmschneider, P.; Musielak, Z. E.; Stepien, K.; 2002,
A&A, **386**, 971.
- ; 2002, *A&A*, **386**, 983.
- ; 2002, *A&A*, **386**, 994.
- Favata, F.; Micela, G.; Sciortino, S.; 1997, *A&A*, **323**, 809.
- Feltzing, S.; Gustafsson, B.; 1998, *A&AS*, **129**, 237.
- Feltzing, S. & Holmberg, J.; 2000 *A&A*, **357**, 153.
- Fernandes, J.; Lebreton, Y.; Baglin, A.; Morel, P.; 1998, *A&A*, **338**, 455.
- Fuhrmann, K.; Axer, M.; Gehren, T.; 1993, *A&A*, **271**, 451.
- Gaidos, E. J.; Gonzalez, G.; 2002, *New Astronomy*, **7**, 211.
- Gonzalez, G.; Laws, C.; Tyagi, S.; Reddy, B. E.; 2001, *AJ*, **121**, 432.
- Gray, D.F.; 1976, *The Observation and Analysis of Stellar Photospheres*, John Wiley
and Sons.
- Habets, G. M. H. J. & Heintze, J. R. W. ; 1981, *A&A SUPP.*, **46**, 193.
- Herbig, G. H.; 1984, *ApJ*, **289**, 269.
- Hoyle, F. & Wilson, O. C.; 1958, *ApJ*, **128**, 604.
- Kraft, R. P.; Preston, G. W.; Wolff, S. C.; 1964, *ApJ*, **140**, 235.
- Kurucz, R. L.; Furenlid, I.; Brault, J.; Testerman, L.; 1984, *Solar Flux Atlas from 296 to
1300 nm*, National Solar Observatory.
- LaBonte, B. J.; 1986, *ApJS*, **62**, 241.
- Lambert, D. L.; Ries, L. M.; 1981, *ApJ*, **248**, 228.
- Linsky, J. L.; Worden, S. P.; McClintock, W.; Robertson, R. M.; 1979, *ApJS*, **41**, 47.
- Mallik, S. V.; 1998, *A&A*, **338**, 623.
- Mihalas, D.; *Stellar Atmospheres*, 1978, W.H. Freeman and Company.
- Moore, C. E.; Minnaert, M. G. J.; Houtgast, J.; 1966, *The Solar Spectrum 2935Å to
8770Å*, National Bureau of Standards.
- Noyes, R. W.; Hartmann, L. W.; Baliunas, S. L.; Duncan, D. K.; Vaughan, A. H.; 1984,
ApJ, **279**, 763.
- Parker, E. N.; 1955, *ApJ*, **122**, 293.

- ; *Spontaneous Current Sheets in Magnetic Fields : With Applications To Stellar X-Rays*, 1994, Oxford University Press, 529, P36.
- Pasquini, L.; Liu, Q.; Pallavicini, R.; 1994, *A&A*, **287**, 191.
- Pasquini, L. & Pallavicini, R., 1991, *A&A*, **251**, 199.
- Perrin, M.-N.; Cayrel de Strobel, G.; Dennefeld, M.; 1988, *A&A*, **191**, 237.
- 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.
- Pilachowski 1993, *AJ*, **407**, 699.
- Phillips, K. J. H.; *Guide to the Sun*, 1992, Cambridge University Press.
- Porto de Mello, G.F.P., 1996, Tese de Doutorado, MCT/Observatório Nacional.
- Priest, E. R.; *3D Reconnection in Complex Topologies*, em *Magnetic Reconnection in the Solar Atmosphere; Proceedings, ASP Conference Series*; Vol. 111; 1997; ed. R. D. Bentley and J. T. Mariska (1997), p.331.
- Randich, S.; Gratton, R.; Pallavicini, R.; Pasquini, L.; Carretta, E.; 1999, *A&A*, **348**, 487.
- Rosner, R. & Weiss, N. O.; *The Origin of the Solar Cycle*, em *The solar cycle; Proceedings*, the National Solar Observatory/Sacramento Peak 12th Summer Workshop, *ASP Conference Series* (ASP: San Francisco), vol. 27, p. 511.
- Sackmann, I. J., Boothroyd, A. I., Kraemer, K. E., 1993, *ApJ*, **418**, 457.
- Santos, N. C.; Mayor, M.; Naef, D.; Pepe, F.; Queloz, D.; Udry, S.; Burnet, M.; Clausen, J. V.; Helt, B. E.; Olsen, E. H.; Pritchard, J. D.; 2002, *A&A*, **392**, 215.
- Santos, N. C.; Israelian, G.; Mayor, M.; Rebolo, R.; Udry, S.; 2003, *A&A*, **398**, 363.
- Schaerer, D.; Meynet, G.; Maeder, A.; Schaller, G.; 1993, *A&AS*, **98**, 523.
- Schoolman, S. A.; 1972, *Solar Physics*, **22**, 344.
- Schilbach, E., Robichon, N., Souchay, J., Guibert, J., 1995 *A&A*, **299**, 696.
- Schwarzschild, K. & Eberhard, G.; 1913, *ApJ*, **38**, 292.
- Skumanich, A.; 1972, *ApJ*, **171**, 565.
- Smith, G.; 1983, *AJ*, **88**, 1775.
- Soderblom, D. R.; Mayor, M.; 1993, *AJ*, **105**, 226.
- Soderblom, D. R.; Stauffer, J. R.; Hudon, J. D.; Jones, B. F.; 1993, *ApJS*, **85**, 315.
- Soderblom, D. R.; 1983, *ApJS*, **53**, 1.
- ; 2003, comunicação privada.

Unsöld, A.; *Physik der Stern Atmosphären*, 1968, Springer – Verlag.
Wilson, O. C. & Bappu, M. K.; 1957, *ApJ*, **125**, 661.
Wilson, O. C.; 1963, *ApJ*, **138**, 832.
Wilson, O. C. & Skumanich, A.; 1964, *ApJ*, **140**, 1401.
Willstrop, R. V.; 1964, *Mem.R.A.S.*, **69**, 83.
Wolff, S.C.; Heasley, J. N.; Timothy, J. G.; 1983, *PASP*, **95**, 1025.
Zarro, D. M. & Rodgers, A. W.; 1983, *ApJS*, **53**, 815.
Zarro, D. M.; 1983, *ApJ*, **267**, L61.