

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

**Cronômetros Estelares: Calibrando  
a Atividade Cromosférica  
em Estrelas de Baixa Massa**

**Diego Lorenzo de Oliveira**

Orientador: Gustavo Frederico Porto de Mello  
Co-Orientador: Ignasi Ribas Canudas

Julho/2016

---

# Agradecimentos

---

Muito obrigado aos meus pais (Maria Eliane e Rui de Oliveira) que me apoiaram e dedicaram parte de suas vidas para minha educação. Muito obrigado às minhas avós, Helena e Emilda, meus tios e primos que apesar de distantes, sempre estarão presentes em minha vida. Agradeço à Geisa Ponte, minha namorada, que nestes 10 anos foi extremamente importante em minha vida. Ao meu orientador e mestre Gustavo Frederico Porto de Mello, por ser sempre um exemplo de pesquisador, orientador dedicado e amigo. Muito obrigado por todos ensinamentos. Sou imensamente grato ao Ignasi Ribas que me acolheu em seu instituto de trabalho e me orientou durante o período de doutorado sanduíche. Foi uma época fantástica para mim, um divisor de águas em minha vida, aprendi enormemente com toda sua experiência. Serei eternamente grato pela a oportunidade. Ao programa de financiamento da CAPES, pelas bolsas de mestrado, doutorado e doutorado-sanduíche que recebi durante ao longo de 6 anos. Ao programa de pós-graduação e diretoria do Observatório do Valongo pelo esforço em sempre fornecer aos alunos as melhores condições possíveis de trabalho no instituto. Gostaria de agradecer também aos meus colegas de instituto no Observatório do Valongo e no Institut d'Estudis Espacials de Catalunya. Aos funcionarios do Valongo, em especial, Rosa Maria Gomes, Cláudia Fortes, Elias de Oliveira e Maria Alice de Oliveira por toda simpatia e eficiência que sempre tiveram. Aos professores do Valongo pelos excelentes cursos ministrados.

---

# Resumo

---

A relação idade vs. atividade magnética oferece uma eficiente alternativa para datação de anãs FGKM tardias. Todavia, em estrelas de maior massa (FGK), tem-se argumentado sobre a inexistência de evolução da atividade após 2 bilhões de anos (Gano), o que limitaria a confiabilidade e alcance das idades derivadas por este método. Em anãs M, a determinação de idades precisas é rara e limitada à estrelas próximas, aglomerados abertos e grupos cinemáticos jovens e alguns sistemas binários com idades conhecidas. Nesta classe de estrelas, a evolução da atividade magnética é ainda pobremente vinculada além de 1 Gano.

Neste trabalho investigamos, para um amplo domínio de massas (0.2 a 1.5  $M/M_{\odot}$ ), a evolução da atividade cromosférica em anãs tardias, relacionando os fluxos cromosféricos das linhas H & K do Ca II (Ca II HK), H $\alpha$  e o tripleto infravermelho do Ca II (Ca II IRT) com idades e demais parâmetros evolutivos. Em estrelas FGK, calculamos idades isocronais, massas, raios e gravidades superficiais via inferência bayesiana, baseados em diagramas HR teóricos. Isto permite a construção de calibrações de idades cromosféricas para essas estrelas. Obtivemos espectros de média/alta resolução (ESO/OPD) para 246 estrelas ao redor do Ca II IRT. Para o Ca II HK, observamos 132 estrelas pertencentes aos aglomerados abertos velhos NGC 188 (6 Gano) e M67 (4 Gano) em baixa resolução (Gemini/GMOS). Além disto, reunimos da literatura mais de 500 estrelas com fluxos cromosféricos do Ca II HK. Para as anãs M, obtivemos espectros em alta resolução e cobertura espectrais de dezenas de estrelas (SARG/STELLES/HERMES), incluindo uma subamostra de sistemas binários e grupos cinemáticos jovens.

Para as estrelas FGK, obtivemos fluxos cromosféricos do Ca II IRT utilizando novas calibrações de fluxo no contínuo estelar em função de  $T_{\text{ef}}$ , [Fe/H] e  $\log(g)$  de Lorenzo-Oliveira et al. (2016) e, para o Ca II HK, adotamos o sistema padrão de Mount Wilson. Combinamos uma amostra de estrelas anãs M com  $T_{\text{ef}}$  interferométricas e, do óptico ao infravermelho próximo, relacionamos estas medidas com índices espectrais, Dubleto infravermelho do Na I e fotometria [VJHK] para derivarmos  $T_{\text{ef}}$  e [Fe/H] para o restante da amostra. Adotamos um modelo estatístico que combinasse as informações fotométricas e espectros-

cópias e fornecesse  $\sigma_{T_{\text{ef}}} = 50 \text{ K}$  e  $\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]} = 0.09 \text{ dex}$ . A partir disto, recorreremos a modelos teóricos de atmosferas PHOENIX e derivamos fluxos cromosféricos absolutos para o Ca II IRT e  $\text{H}\alpha$ . Tal método viabilizou, pela primeira vez, um estudo detalhado em anãs M da relação idade-atividade e do impacto das incertezas observacionais nas estimativas de idades cromosféricas. Adicionalmente, foi encontrada uma alta correlação ( $\geq 90\%$ ) entre a emissão cromosférica de  $\text{H}\alpha$  e do Ca II IRT e a idade estelar. Nosso método possibilita estimar idades entre 0.1 e 7 Gano para anãs M a partir de indicadores cromosféricos. Adicionalmente, encontramos uma forte conexão entre a luminosidade em raios-X, idade cromosférica e rotação estelar. Para as estrelas FGK, confirmamos que os indicadores cromosféricos do Ca II apresentam um viés de metalicidade e dependência da massa estelar, justificando uma nova abordagem envolvendo a relação Idade-Massa-Metalicidade-Atividade. Para o Ca II HK, construímos calibrações de idade que corrigem os efeitos de massa e  $[\text{Fe}/\text{H}]$  nas idades cromosféricas. A comparação com a astrossismologia mostrou correlações superiores a 87%, uma qualidade inédita para idades cromosféricas. À luz das nossas abordagens, explicamos a aparente falta de evolução temporal da atividade cromosférica recentemente observada na literatura, ao removermos os vieses presentes. No Ca II IRT, foi possível corrigir os efeitos fotosféricos de  $[\text{Fe}/\text{H}]$  e  $T_{\text{ef}}$  e derivar um novo índice de atividade  $\mathcal{F}''_{\text{IRT}}$ . Através de relações idade-massa-atividade, obtivemos altas correlações com a idade estelar ( $\gtrsim 90\%$ ) e uma excelente concordância com as idades sismológicas ( $\sigma = 1.0 \text{ Gano}$ ), replicando os resultados obtidos para o Ca II HK. Elaboramos uma nova interpretação acerca da evolução da atividade cromosférica em função de efeitos evolutivos e encontramos que, independente da massa estelar, uma lei de potências simples delinea a evolução cromosférica até 75% do tempo de vida estelar. Após esta etapa, indicamos a possibilidade da influência do raio estelar tornar-se significativa. Analisamos os aglomerados abertos M 67 e NGC 188 no Ca II HK, detectamos um declínio sistemático da atividade cromosférica, demonstrando que a mesma evolui até 6 Gano. NGC 188 é o aglomerado mais inativo até hoje observado na literatura. Estimamos, respectivamente, idades cromosféricas de  $4.1 \pm 1.2$  e  $5.4 \pm 0.8 \text{ Gano}$  para M67 e NGC 188.

Em conjunto, nossos resultados demonstram a viabilidade da atividade cromosférica como cronômetro de estrelas FGKM dentro de um amplo domínio de idades, caracterizando este método como altamente competitivo para a caracterização de estrelas de baixa massa em toda a faixa de idades do disco da Galáxia.

**Palavras-chave:** Estrelas: tipo tardio – Estrelas: atividade – Estrelas: atmosferas – Estrelas: cromosferas – Estrelas: idades – Galáxia: vizinhança solar – Técnicas: espectroscopia

---

# Abstract

---

The age vs. magnetic activity relation offers an efficient alternative way of age-dating late-type FGKM dwarfs but, the possible lack of activity evolution after 2 billion years (Gyr) challenges the reliable derivation of magnetic ages. In M dwarfs, the precise age derivation is rare and limited only to nearby stars such as open clusters, young kinematic groups and a few binary systems with known ages. Therefore, for these low mass stars, the evolution of magnetic activity is still poorly constrained beyond 1 Gyr.

Our primary goal is to study the chromospheric activity in late-type dwarfs correlating Ca II H & K (Ca II HK), H $\alpha$  and Ca II infrared triplet (Ca II IRT) chromospheric fluxes with ages and other relevant structural parameters. For FGK stars, we derived isochronal ages, masses, radius and superficial gravities, in the light of Bayesian statistics, anchored on theoretical HR diagrams, enabling the construction of chromospheric age calibrations valid for these stars. We secured intermediate/high resolution spectra (ESO/OPD) for 246 stars around Ca II IRT region and, for Ca II HK, low resolution spectra (Gemini/GMOS) of another 132 possible members of NGC 188 (6 Gyr) and M 67 (4 Gyr) open clusters. Furthermore, we collected from the literature more than 500 stars with Ca II HK chromospheric fluxes. For M dwarfs, we secured high-resolution spectra for 70 stars (SARG/STELLES/HERMES), including a subsample of binary stars and members of young kinematic groups.

For FGK stars, we calculated the Ca II IRT chromospheric fluxes anchored on updated absolute continuum flux calibrations of Lorenzo-Oliveira et al. (2016) as an explicit function of  $T_{\text{ef}}$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}]$  and  $\log(g)$  and, around the Ca II HK region, we adopted the Mount Wilson system as standard activity metric. We selected a subsample of M dwarfs with interferometric  $T_{\text{ef}}$  estimates and, from optical up to near-infrared region, we calibrated these measurements with spectral indices, Na I near-infrared doublet and [VJHK] photometry in order to derive  $T_{\text{ef}}$  and  $[\text{Fe}/\text{H}]$  for the remaining stars. It was adopted a statistical model to combine photometric and spectroscopic information leading to  $\sigma_{T_{\text{ef}}} = 50$  K e  $\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]} = 0.09$  dex. Thus, based on PHOENIX models of stellar atmospheres

we derived absolute chromospheric fluxes for Ca II IRT and H $\alpha$ . This approach enabled, for the first time, a detailed study of how the M dwarf chromospheric activity evolves in time, as well as the impact of the atmospheric parameters uncertainties on chromospheric age derivations. In addition, for H $\alpha$  e Ca II IRT, we found a high correlation ( $\geq 90\%$ ) between chromospheric fluxes and age. Our method enables estimating ages from 0.1 up to 7 Gyr using chromospheric indicators. We also explored the connection between chromospheric age, X-ray luminosity and stellar rotation. For FGK stars, we confirmed the [Fe/H] and mass biases of Ca II HK chromospheric fluxes, justifying a new chromospheric age-dating approach: the Age-Mass-Metallicity-Activity relation. Therefore, we built an age-calibration aimed at correcting the mass and [Fe/H] effects on chromospheric ages. A comparison with asteroseismological ages was made, achieving high correlations of more than 87%, a novel result. In the light of our approach, removing the selection biases, we were also able to explain qualitatively the apparent lack of activity evolution observed by some authors after 2 Gyr. For Ca II IRT, we successfully corrected the photospheric effects represented by [Fe/H] and  $T_{\text{ef}}$  flux correlations, enabling the construction of a new activity index  $\mathcal{F}''_{IRT}$ . Through age-mass-activity relations, it was possible to achieve high age correlations ( $\gtrsim 90\%$ ) and an excellent agreement with the asteroseismological ages ( $\sigma = 1.0$  Gyr), similarly to Ca II HK results. We proposed a new interpretation of chromospheric activity evolution as a function of evolutionary effects and, it was found that, using this approach, independently of stellar mass, a simple power law were sufficient to trace the chromospheric activity evolution up to 75% of the stellar lifetime. In the last quarter of main-sequence lifetime, radius evolution might have strong effect on the chromospheric activity. We studied the Ca II HK fluxes of NGC 188 and M67 and found a systematic decay of the chromospheric activity up to 6 Gyr. NGC 188 is the most inactive open cluster ever observed in the literature. The chromospheric ages for M 67 and NGC 188 are  $4.1 \pm 1.2$  and  $5.4 \pm 0.8$  Gyr, respectively.

Together, our results shows the viability of chromospheric activity as a reliable and efficient chronometer of FGKM stars across a wide range of ages. Therefore, this method could be used to estimate the age of low mass stars up to the age of Galactic disk.

**Stars:** Stars: late-type – Stars: activity – Stars: atmospheres – Stars: chromospheres – Stars: ages – Galaxy: solar neighborhood – Techniques: spectroscopic

---

# Sumário

---

<b>Sumário</b>	<b>vi</b>
<b>1 Atividade Magnética e Idade</b>	<b>1</b>
1.1 O Dínamo Solar . . . . .	3
1.2 Distribuição de Atividade Cromosférica nas Estrelas da Vizinhança Solar . . . . .	7
1.3 O Relógio Cromosférico . . . . .	9
1.4 Estrutura da Tese . . . . .	18
<b>2 Parâmetros Fundamentais Estelares</b>	<b>20</b>
2.1 O Diagrama HR e seus detalhes . . . . .	21
2.2 O Modelo Bayesiano . . . . .	26
2.3 Cálculo Automático de Parâmetros Estelares . . . . .	29
2.4 Sumário do Capítulo . . . . .	36
<b>3 O Triplete do Ca II em Estrelas FGK</b>	<b>37</b>
3.1 Amostra e Redução de Dados . . . . .	45
3.2 Fluxos Absolutos Cromosféricos . . . . .	49
3.2.1 Modelos Atmosféricos NMARCS . . . . .	51
3.2.2 Calibração de Fluxo Absoluto: $\overline{F}$ . . . . .	52
3.3 Fluxos Absolutos Totais: $\mathcal{F}_L(\Delta\lambda_L)$ . . . . .	55
3.4 Correção Fotosférica . . . . .	58
3.5 Incertezas do Fluxo Cromosférico . . . . .	63
3.6 Evolução da Atividade Cromosférica . . . . .	64
3.6.1 A Atividade Cromosférica e os Parâmetros Evolutivos . . . . .	72
3.7 Sumário do Capítulo . . . . .	76
<b>4 Idades Cromosféricas: As Linhas H &amp; K</b>	<b>78</b>
4.1 As Calibrações de Idade . . . . .	86
4.1.1 A Relação Idade-Massa-[Fe/H]-Atividade . . . . .	89

4.2	Idade-Atividade vs. Idade-Massa-[Fe/H]-Atividade . . . . .	94
4.3	Efeitos Sistemáticos na Relação Idade-Atividade . . . . .	99
4.4	Atividade Cromosférica em Aglomerados Abertos Velhos . . . . .	107
4.4.1	A Amostra e Redução de Dados . . . . .	110
4.4.2	A Atividade Evolui após a Idade Solar? . . . . .	116
4.5	Sumário do Capítulo . . . . .	123
<b>5</b>	<b>Calibrando a Atividade Cromosférica em Anãs Vermelhas</b>	<b>125</b>
5.1	Descrição da Amostra e Redução de Dados . . . . .	128
5.2	Parâmetros Atmosféricos das Anãs M . . . . .	133
5.2.1	Índices de Cor e as linhas do Na I . . . . .	134
5.2.2	Razões de Índices Espectrais . . . . .	136
5.2.3	Parâmetros Finais: Uma Abordagem Estatística . . . . .	142
5.3	Calculo dos Fluxos Absolutos Cromosféricos . . . . .	149
5.4	A Relação Idade-Atividade . . . . .	153
5.4.1	Um Estudo sobre Idades Cromosféricas via Estatística Bayesiana . . . . .	158
5.5	Sumário do Capítulo . . . . .	166
<b>6</b>	<b>Conclusões e Perspectivas</b>	<b>169</b>
	<b>Referências Bibliográficas</b>	<b>176</b>
	<b>Appendices</b>	<b>188</b>
<b>A</b>	<b>Apêndice: Tripleto Infravermelho do Ca II</b>	<b>189</b>
A.0.1	Parâmetros Atmosféricos . . . . .	189
A.0.2	Parâmetros Evolutivos e Atividade Cromosférica . . . . .	198
<b>B</b>	<b>Os Índices <math>\log(R'_{HK})</math></b>	<b>207</b>
<b>C</b>	<b>Parâmetros das Anãs M</b>	<b>212</b>

# Capítulo 1

---

## Atividade Magnética e Idade

---

Idades estelares estão entre os parâmetros mais difíceis de serem medidos em Astrofísica. Isto acontece principalmente por se tratarem de grandezas de definição universal complicada, sendo apenas inferidas a partir das variações de outros parâmetros observáveis que estão, por sua vez, naturalmente sujeitos a grandes incertezas observacionais. No caso solar, é possível conhecer sua idade unicamente em função de princípios físicos fundamentais, já que é possível coletar e analisar condritos carbonáceos não diferenciados contendo inserções altamente refratárias (Lugmair & Shukolyukov 1998), testemunhas das condições físicas iniciais do sistema solar.

De fato, o próprio conceito de idade carrega consigo definições que são arbitrárias, tanto no contexto Astrofísico quanto em nosso cotidiano. Podemos entender esta problemática de forma simplória traçando analogias com as formas em que inferimos a idade de pessoas completamente desconhecidas, por exemplo. Neste caso, de forma intuitiva, são observadas certas características físicas e comportamentais marcantes destas pessoas e, a partir de uma base de conhecimento a priori acerca da distribuição das características em pessoas bem conhecidas, é julgada a idade da pessoa desconhecida. No entanto, estas inferências podem variar drasticamente dependendo tanto da metodologia aplicada quanto da união entre qualidade e quantidade de informações disponíveis.

Guardando as devidas proporções, temos essencialmente o mesmo problema no caso da datação estelar onde cada método é capaz de acessar somente determinadas características estelares que estão longe do espaço completo de parâmetros reais que a definem de forma presumivelmente determinística. Uma das consequências destas limitações intrínsecas é a restrita faixa de aplicabilidade otimizada para cada metodologia de datação.

Lachaume et al. (1999) apontou que a datação pelo método baseado nos níveis de atividade cromosférica apresenta maior taxa de eficiência em estrelas de baixa massa em comparação com o método isocronal. De fato, como mostraremos nesta tese, a utilização de isócronas e/ou trajetórias evolutivas para derivar idades com certo grau de precisão só é possível em estrelas relativamente evoluídas e com massa superior à solar, enquanto nas de baixa massa, em muitos casos, suas idades são inconclusivas indicando apenas que qualquer estimativa entre 0 e 14 Gano é igualmente provável.

A partir da sismologia estelar, a quantidade disponível de informações físicas sobre as propriedades internas permite vincular com um alto grau de precisão uma série de parâmetros estelares como massa, raio, extensão da camada convectiva, abundância interna de hélio, propriedades convectivas e idade, dentre outros. Todavia, para se obter uma significativa detecção dos diferentes modos de vibração estelar, é necessário um grande esforço observacional que se traduz em uma amostra pequena de estrelas brilhantes com propriedades obtidas por este método.

Alternativamente, é possível inferir a idade de estrelas tipo tardio (FGKM) com inferior custo observacional a partir de relações empíricas envolvendo medidas indiretas que descrevem a intensidade do campo magnético situado acima da fotosfera estelar. A cromosfera estelar é uma camada estruturada de forma extremamente complexa e situa-se acima do domínio fotosférico em estrelas de baixa massa. A quantidade de energia depositada na cromosfera do Sol é ordens de grandeza inferior à enorme contribuição advinda das camadas mais profundas, tornando sua observação direta possível apenas sob certas

condições especiais como, por exemplo, eclipses solares, observando o centro de linhas espectrais de grande opacidade e na região do ultravioleta distante, onde existe o predomínio da contribuição cromosférica em relação ao contínuo fotosférico.

Conforme nos afastamos das camadas mais profundas, pela segunda lei da termodinâmica, esperamos que o gradiente radial de temperatura permaneça negativo ao longo da atmosfera solar. Em outras palavras, caso a atmosfera esteja em equilíbrio radiativo, os processos de absorção e emissão serão balanceados de forma que o fluxo radiativo se conserve. No entanto, essa tendência não se perpetua à medida que nos afastamos da fotosfera solar. Devido à uma forte interação entre os campos magnéticos gerados na base da zona convectiva e a rotação, uma série de fenômenos ocorre em grandes altitudes no Sol. Nestas regiões, a densidade do gás torna-se muito baixa levando à predominância das forças magnéticas sobre as hidrodinâmicas advindas de regiões mais densas na fotosfera, o que torna a dinâmica do plasma extremamente complexa. Como reflexo de uma intensa atividade magnética superficial, uma quantidade substancial de energia mecânica é introduzida na cromosfera causando um aquecimento adicional àquele previsto teoricamente\* (Narain & Ulmschneider 1990).

Em resposta à grande injeção de energia no plasma, ocorre um acréscimo da taxa de ionização do hidrogênio e parte dessa energia é responsável pela elevação da temperatura até aproximadamente 8000 K. A taxa de aumento da temperatura do gás se eleva ainda mais com a altitude, chegando a temperaturas de milhões de graus em regiões acima da cromosfera.

## 1.1 O Dínamo Solar

A atividade magnética proporciona uma série de observáveis na superfície solar. Dentre eles, as manchas solares merecem atenção espe-

---

\*Na coroa, provavelmente, a principal fonte de aquecimento é referente às conexões magnéticas

cial pois são fortes indicativos visuais da presença de campos magnéticos intensos (Hale 1908), sendo monitoradas sistematicamente desde o século XVII. Observa-se que existe um ciclo solar de surgimento e desaparecimento destas manchas em um período médio de 11 anos<sup>†</sup>.

A primeira tentativa de descrever fisicamente o comportamento cíclico observado através das manchas solares partiu de Larmor em 1919, que afirmou que a razão pela qual o Sol mantinha seus ciclos de atividade seria pela presença abundante de um fluido eletricamente condutivo em movimento que induziria o aparecimento de um campo magnético através de correntes elétricas constituindo um dínamo que atuaria por bilhões de anos no Sol. A partir dos anos 1940, com os trabalhos clássicos de Hannes Alfvén, Vincenzo Ferraro, Eugene Parker e Keith Moffatt entre outros, obtivemos uma descrição detalhada dos fenômenos de origem magneto-hidrodinâmica. Hoje em dia, o paradigma atual é baseado em modelos que utilizam flutuações estatísticas do campo magnético e velocidade do fluido e a partir desta descrição obtém-se soluções oscilatórias do campo magnético que é gerado pelo acoplamento entre movimentos convectivos helicoidais (turbulentos), circulação meridional e a rotação diferencial (Dikpati & Gilman 2001).

Para entendermos, a grosso modo, como surgem os ciclos de atividade, partiremos da equação de indução da magneto-hidrodinâmica.

$$\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} = \nabla \times (\mathbf{V} \times \mathbf{B}) + \eta \nabla^2 \mathbf{B}, \quad (1.1)$$

onde  $\eta = c^2/4\pi\sigma$  é a resistividade magnética ( $\sigma$  é a condutividade elétrica) e  $\mathbf{V}$  é a velocidade do fluido.

Essa equação, ao ser aplicada no caso do dínamo solar, não possibilita obter soluções oscilatórias que caracterizem os ciclos de atividade (Cowling 1934). O plasma presente no Sol é congelado às linhas de campo e, considerando um campo magnético inicialmente poloidal (meridional), devido à rotação diferencial, ocorre uma distorção gradativa destas linhas gerando uma crescente componente toroidal

---

<sup>†</sup>Ao longo dos séculos, estima-se que os ciclos variaram de 8 a 15 anos, tendo um valor médio de 11 anos.

(azimutal) do campo magnético (efeito  $\Omega$ ). No entanto, como a evolução da componente poloidal não contém qualquer termo que possa restaurar sua configuração original, ela decairá monotonicamente com o tempo e, como resultado, não haverá ciclo de atividade autossustentável baseado em campos magnéticos simétricos axialmente.

Contudo, podemos introduzir flutuações estatísticas da velocidade do fluido ( $\mathbf{v}$ ) e do campo magnético ( $\mathbf{b}$ ), onde essas grandezas são reescritas por

$$\mathbf{V} = \bar{\mathbf{V}} + \mathbf{v} \quad (1.2)$$

e

$$\mathbf{B} = \bar{\mathbf{B}} + \mathbf{b}, \quad (1.3)$$

e os valores médios das flutuações são nulos ( $\bar{\mathbf{b}} = 0$  e  $\bar{\mathbf{v}} = 0$ ). Essas modificações têm por objetivo lidar com os efeitos da convecção turbulenta notoriamente presente na zona convectiva solar. Se rederivarmos a equação da MHD baseados nas equações de Maxwell modificadas por essas flutuações<sup>‡</sup>, teremos

$$\frac{\partial \bar{\mathbf{B}}}{\partial t} = \nabla \times (\bar{\mathbf{V}} \times \bar{\mathbf{B}} + \alpha \bar{\mathbf{B}}) + (\eta + \beta) \nabla^2 \bar{\mathbf{B}} \quad (1.4)$$

que é bastante parecida com a equação 1.1. Os termos  $\alpha$  e  $\beta$  são representados por

$$\alpha \approx -\frac{1}{3} \langle \mathbf{v} \cdot (\nabla \times \mathbf{v}) \rangle \tau_t \quad (1.5)$$

e

$$\beta \approx \frac{1}{3} \langle \mathbf{v} \cdot \mathbf{v} \rangle \tau_t. \quad (1.6)$$

A escala de tempo de turbulência é dado por  $\tau_t$ . O parâmetro  $\alpha$  é extremamente importante para a resolução do problema dos ciclos de atividade magnética. Matematicamente, ele nos diz que, para  $\alpha$  não nulo (convecção ciclônica), a flutuação de velocidade deve ser relacionada à sua própria vorticidade ( $\mathbf{v} \cdot \nabla \times \mathbf{v}$ ) e pode ser denominada de

---

<sup>‡</sup>Utilizando as regras de valores médios de Reynolds, as equações de Maxwell modificadas por esta abordagem são bastante semelhantes às equações originais, a menos de um termo relacionado à força eletromotriz turbulenta. Ele é de essencial importância para descrição adequada dos ciclos magnéticos.

helicidade cinética. Fisicamente, esse efeito conecta a rotação com a convecção turbulenta e tem a função de restauração do campo que inicialmente era poloidal, restabelecendo um mecanismo dínamo autossustentável. Em síntese, a sustentação do campo magnético global solar dependeria da influência rotacional nos tubos de fluxo emergentes gerados na base da zona convectiva em uma região estreita situada entre o caroço radiativo e o envoltório convectivo, chamada **tacoclina**. Nesta interface, existe estabilidade convectiva suficiente para que, devido à rotação diferencial, haja suficiente distorção e concentração das linhas do campo, gerando um campo magnético toroidal que, posteriormente, emergirá até a superfície solar.

Portanto, uma das interpretações atuais dos ciclos de atividade é que o Sol pode ser aproximado como um dipolo que inicialmente possui componente puramente poloidal e que, através do congelamento do plasma nas linhas de campo, sofre uma forte distorção devido à rotação diferencial e, com efeito, adquire um campo toroidal cada vez mais intenso (efeito  $\Omega$ ). Os tubos de fluxo presentes na tacoclina são estáveis até sofrerem perturbações referentes a campos magnéticos da ordem de  $10^5$  Gauss (Ferriz-Mas & Schüssler 1995). Acima deste valor, temos equilíbrio instável que provoca um empuxo nos tubos de fluxo elevando-os em direção à superfície solar. Enquanto emergem, sofrem influência das forças de Coriolis (efeito  $\alpha$ ), restaurando o campo que inicialmente era poloidal. Um número característico referente ao esquema descrito nos parágrafos anteriores é o número de dínamo ( $N_D$ ) que, basicamente, é uma estimativa da eficiência dos ciclos frente à difusão turbulenta e pode ser representado por

$$N_D = \frac{\alpha \Omega' R^4}{\beta^2} \quad (1.7)$$

onde  $R$  é o raio da estrela e  $\Omega'$  é a rotação diferencial. Para que estrelas possuam atividade magnética em grande escala, exibindo modulações, devem apresentar  $N_D$  acima de um certo valor crítico representado por  $N_{Dc}$ . Portanto, quanto maior o campo magnético, maior será  $N_D$  e mais intenso e irregular será sua modulação de ciclos. Em contrapartida, estrelas com baixos números de dínamo ( $N_D$

$< N_{Dc}$ ), não possuirão campos magnéticos em grande escala por uma quantidade de tempo considerável.

De acordo com Durney & Latour (1978), o número de dínamo é proporcional ao inverso do quadrado do número de Rossby (Ro). Este parâmetro é inspirado na hidrodinâmica e retrata a razão entre as forças inerciais e as de Coriolis. Na astrofísica, ele pode ser descrito pela razão entre as forças de empuxo e as de Coriolis que agem sobre o tubo de fluxo, e é também representado empiricamente (Noyes et al. 1984) pela relação

$$Ro = \frac{P_{rot}}{\tau_c(B - V)}, \quad (1.8)$$

onde  $P_{rot}$  é o período de rotação estelar e  $\tau_c(B - V)$  é o tempo característico de convecção, calculado empiricamente como uma função do índice de cor (B-V).

## 1.2 Distribuição de Atividade Cromosférica nas Estrelas da Vizinhança Solar

A atividade cromosférica solar pode ser inferida através da componente cromosférica no centro de linhas espectrais intensas que são também capazes de identificar as modulações de ciclos presentes no Sol. Olin C. Wilson e colaboradores utilizaram o telescópio no Observatório de Mount Wilson<sup>§</sup> e realizaram o trabalho mais relevante observacionalmente até o momento para o real entendimento das cromosferas estelares. Na década de 60, por meio do projeto Mount Wilson (MW) foi iniciado o monitoramento da emissão cromosférica das linhas do Ca II H & K de estrelas de tipos espectrais mais tardios que F5. Um dos resultados mais impactantes deste projeto foi a conclusão que estrelas semelhantes ao Sol possuem ciclos de períodos diversos, incluindo modulações em torno de 10 anos. Baliunas et al. (1995)

---

<sup>§</sup>Os nomes iguais do Observatório de Mount Wilson e Olin C. Wilson são apenas uma coincidência.

demonstraram que 25% delas apresentavam variabilidade irregular ou não identificável, e 15% possuíam atividade magnética ao longo de décadas praticamente constante. Foi observado que estrelas mais ativas (maior  $N_D$ ) apresentam ciclos mais irregulares, ao contrário das mais velhas como o Sol, que possuem ciclos mais periódicos.

Noyes et al. (1984), utilizando os índices S de MW<sup>¶</sup>, observaram que existia uma correlação entre a emissão cromosférica das linhas H & K e o período rotacional ( $P_{rot}$ ). No entanto, quando substituíram  $P_{rot}$  por Ro na relação com a atividade cromosférica, foi obtida uma correlação ainda mais forte entre as variáveis, evidenciando a forte conexão entre a atividade cromosférica e os parâmetros essenciais para teoria do dínamo ( $P_{rot}$  e a massa estelar representada pelo índice de cor (B-V)).

Vaughan & Preston (1980) analisaram a distribuição de fluxos cromosféricos com base nas observações do projeto MW e notaram que, ao relacionarem esta grandeza com a cor (B-V), as estrelas eram segregadas em 2 grupos distintos (ativas/jovens e inativas/velhas) separados por uma faixa de baixa densidade de estrelas (Falha de Vaughan-Preston, FVP). A FVP pode estar conectada com o efeito dínamo (Baliunas et al. 1996) e/ou com surtos de formação estelar (Barry 1988), efeitos de variáveis negligenciadas no cálculos dos fluxos cromosféricos como massa (Mamajek & Hillenbrand 2008) e metalicidade (Gray et al. 2006).

Segundo Böhm-Vitense (2007), a distribuição bimodal dos fluxos cromosféricos encontrada por Vaughan & Preston (1980) e Henry et al. (1996) é o resultado de dois tipos de dínamos atuantes, tendo eles dependência da extensão da camada convectiva e, conseqüentemente, da temperatura efetiva ( $T_{ef}$ ). Dependendo da  $T_{ef}$ , a base da zona convectiva irá se situar em profundidades distintas, facilitando ou dificultando (através dos gradientes radiais e angulares da rotação estelar) a emersão do fluxo magnético que, por sua vez, é gerado e

---

<sup>¶</sup>O índice S é uma medida padrão da atividade estelar representado pela razão entre os fluxos das linhas H & K e as contribuições de duas janelas de pseudocontínuo ao redor destas linhas equidistantes em 100Å. Trataremos deste índice no decorrer desta tese.

amplificado nesta região da estrela. Com base nos trabalhos de Baliunas et al. (1996) e Saar & Brandenburg (1999), Böhm-Vitense (2007) afirmou que as estrelas ativas, para que o ciclo de atividade se reverta, necessitam de uma quantidade de rotações significativamente superior (300-500 rotações por ciclo) ao outro ramo representado pelas inativas ( $\approx 90$  rotações). O Sol, de forma intrigante, não se encaixa em nenhum dos dois perfis indicando que talvez possua dois tipos de dínamo a atuar simultaneamente.

As séries temporais de décadas obtidas pelo projeto MW, comparadas com todas as escalas de tempo referentes aos diferentes ciclos de atividade magnética estelar, são ainda insuficientes. A grande maioria das estrelas monitoradas, possui 1 ou 2 ciclos de atividade detectados, o que pode trazer um certo grau de arbitrariedade nas conclusões sobre a evolução do dínamo nas estrelas de tipo solar.

Deixando de lado possíveis explicações físicas acerca da origem da falha de Vaughan-Preston, não existe evidência que demonstre que após 2 Gano, o decaimento da atividade magnética não possa ser equacionado. Observacionalmente, sabemos que a distribuição dos índices  $\log(R'_{\text{HK}})$  <sup>||</sup> de estrelas da vizinhança solar parece ser mesmo bimodal (fig. 1.1), separando estrelas ativas e inativas (Henry et al. 1996), todavia, quando se considera apenas as estrelas pobres em metais, essa bimodalidade é dissolvida (Gray et al. 2006). Entretanto, uma explicação adequada deste resultado requer a consideração de uma possível influência da relação idade-metalicidade na distribuição de fluxos cromosféricos, bem como a influência quase sempre negligenciada que a metalicidade possui nos indicadores espectroscópicos de atividade cromosférica.

### 1.3 O Relógio Cromosférico

À medida que uma estrela isolada evolui no tempo, perde massa devido à ejeção de partículas por ventos coronais. A perda de massa

---

<sup>||</sup> $\log(R'_{\text{HK}})$  é definido como o fluxo calculado nas linhas H & K do Ca II normalizados pela contribuição bolométrica ( $\sigma T_{\text{ef}}^4$ ).

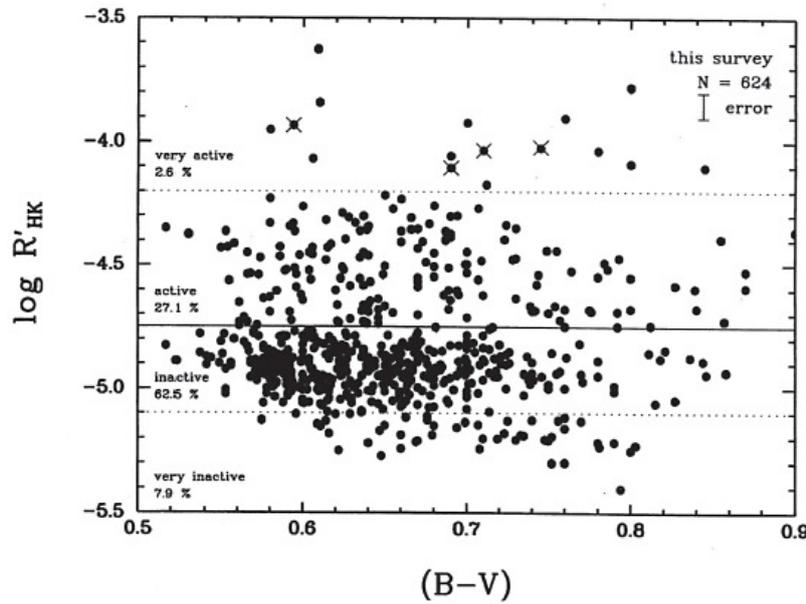


Figura 1.1: Distribuição de fluxos cromosféricos na vizinhança solar. É possível identificar uma região de baixa densidade estelar denominada Falha de Vaughan-Preston (linha horizontal preta) que separa duas sobredensidades de estrelas situadas em  $\log(R'_{HK}) \approx -4.5$  e  $-5.0$ . Figura retirada de Henry et al. (1996)

leva, conseqüentemente, a uma diminuição do momento angular associado à estrela. Esse torque atua em sua superfície e reduz sua rotação ao longo de milhões de anos. Como ingrediente essencial na teoria do dínamo, a rotação estelar, ao ser frenada, provoca uma menor eficiência na geração dos campos magnéticos situados na base da zona convectiva e, como resultado final, um menor aquecimento cromosférico. O perfil central das linhas espectrais intensas responde a alterações na distribuição de temperatura em elevadas altitudes nas atmosferas estelares apresentando uma emissão de origem cromosférica tanto no caso das linhas H e K do Ca II quanto nas linhas menos opacas como  $H\alpha$  e o tripleto infravermelho do Ca II.

O estudo de uma relação idade-atividade parte do pressuposto que a atividade cromosférica manifesta-se em estrelas de tipo solar seguindo o mesmo efeito dínamo observado no Sol, adquirindo um comportamento equacionável onde a idade estelar é a variável fundamental que discrimina os níveis progressivos de intensidade do campo magnético. Do ponto de vista puramente observacional, independente da complexidade inerente a todos os processos que levam desde

a amplificação do campo magnético na taoclina estelar até os mecanismos de resposta das linhas espectrais ao aquecimento do plasma presente nas cromosferas estelares, de forma líquida, supõem-se que os fluxos cromosféricos devam evoluir de forma suave e determinística no tempo. Isto permitiria a construção de funções simples que relacionem diretamente a atividade estelar com a idade, pelo menos como aproximação de 1<sup>a</sup> ordem. Como foi discutido anteriormente, outros fatores são importantes na descrição do nível de atividade estelar e, conseqüentemente, na obtenção de idades. Parte-se do princípio que, apesar de ser reconhecida a influência de outros parâmetros, a idade posiciona-se como variável de maior importância moldando, na média, o caminho evolutivo de todas as estrelas de tipo FGKM no plano idade-atividade. Esta consideração é parcialmente verdadeira uma vez que massa e composição química devem atuar em diversos aspectos na interface entre os mecanismos físicos que descrevem a evolução da atividade magnética estelar e as metodologias empregadas na obtenção das perdas radiativas cromosféricas, em certo grau de importância.

Baseados nas discussões envolvendo o número de dínamo, sabemos que estrelas mais jovens exibem um vigoroso campo magnético e, conseqüentemente, uma alta emissão cromosférica nas linhas espectrais intensas. Esse fenômeno está fundamentalmente conectado à evolução do momento angular estelar (Noyes et al. 1984; Barnes & Kim 2010). Em síntese, o método de obtenção de idades baseado na atividade cromosférica é ancorado em todos os fenômenos físicos descritos nos parágrafos anteriores. Basicamente, o procedimento consiste em selecionar estrelas ou aglomerados de estrelas que possuam idades conhecidas, comumente denominados de pontos fundamentais e, em seguida, construir uma função que se ajuste adequadamente a eles. No entanto, a aparente simplicidade pode ser enganosa, pois inúmeros problemas devem ser contornados para se realizar uma calibração de idade utilizando a atividade cromosférica. Uma vez construída tal calibração, tem-se um método de obtenção de idades bastante interessante pois sua aplicação é direta, uma vez

que se possua medidas de fluxo cromosférico do conjunto desejado de estrelas. Este método é classificado como empírico pois, intrinsecamente, possui uma forte dependência de outros métodos de obtenção de idades, já que os pontos fundamentais necessitam de estimativas de idades independentes das medidas da atividade cromosférica.

Portanto, de forma sintética, idades cromosféricas são frutos da conversão do fluxo cromosférico em idade através de uma calibração prévia. Em especial, as linhas do Ca II H & K receberam uma grande atenção motivada principalmente pela praticidade pois sua observação via telescópios em terra é facilitada. Pelo seu alto contraste entre fotosfera e cromosfera, essas linhas modificam bastante seu perfil de acordo com o grau de atividade magnética presente na estrela. Diversas calibrações de idade para estrelas FGK foram construídas desde Skumanich (1972). Soderblom et al. (1991) apontaram que existiria um decaimento determinístico da atividade cromosférica, porém diferentes funções poderiam se ajustar adequadamente aos dados disponíveis. Essa característica seria capaz de tornar a formulação das calibrações arbitrárias, portanto estes ajustes propostos deveriam ser interpretados apenas como uma forma empírica de equacionar a diminuição com o tempo da atividade cromosférica, não sendo eles necessariamente conectados de forma pura a uma possível lei fundamental de decaimento do campo magnético que ainda é desconhecida.

A relação entre os fluxos cromosféricos e a idade é ainda tema de debate na literatura, apesar de existir uma forte motivação física corroborada por diversos resultados consistentes como a comparação de aglomerados abertos de diferentes idades, a forte correlação com a atividade coronal em raios-X e, além disto, o ótimo acordo com o cenário de evolução rotacional para as estrelas FGK substanciada pela altíssima correlação com o número de Rossby (Mamajek & Hillenbrand 2008). Pace & Pasquini (2004), Pace et al. (2009) e Pace (2013) analisando as linhas H e K do Ca II e utilizando diversos aglomerados abertos, povoaram as idades relativas às Híades (0.6 Gano) até o Sol (4.6 Gano) e verificaram que todas as calibrações propos-

tas anteriormente não eram capazes de conectar de forma devida as estrelas mais velhas ( $>2$  Gano) e as mais jovens.

Segundo os autores, no intervalo de idades que corresponde à FVP, existe um rápido decaimento da atividade cromosférica em uma escala de tempo relativamente curta. Esse comportamento poderia ser interpretado como uma descontinuidade que separa dois tipos de dínamos distintos fisicamente. Após esta etapa, um nível aproximadamente constante de atividade pôde ser percebido. Alternativamente, esta queda abrupta dos fluxos cromosféricos poderia ser, na realidade, uma resposta não linear da emissão das linhas H e K do Ca II ao aquecimento magnético (Vieytes & Mauas 2004).

Em um cenário observado de forte conexão entre rotação e atividade magnética, a alta correlação entre estas grandezas propagadas até estrelas reconhecidamente mais velhas que o Sol (idade  $\geq 4.57$  Gano) é, em princípio, incompatível com as conclusões feitas por Pace (2013). Desta maneira, somos levados à três possíveis explicações, no mínimo, para este desacordo:

1. A rotação estelar continua decrescendo além de 2 Gano, bem como a atividade cromosférica. A razão pela qual não se observa um quadro de decaimento da atividade em estrelas relativamente velhas se deve a efeitos sistemáticos ainda não equacionados.
2. Tanto a atividade cromosférica quanto a rotação não evoluem em estrelas velhas. Após uma certa idade, dada a baixa intensidade do campo magnético, a taxa de perda de momento angular devido aos ventos magnetizados seria desprezível frente às escalas evolutivas. Em consequência, tanto idades cromosféricas como as rotacionais não seriam confiáveis quando aplicadas a estrelas além de 2 Gano.
3. A evolução rotacional persiste ao longo dos bilhões de anos mas, após uma dada idade, ela se desconecta da cromosférica. Sendo assim, a forte relação da atividade com o número de Rossby não implicaria uma relação física direta entre estas quan-

tidades. Uma das justificativas para esta possibilidade seria de que a correlação observada é artificialmente provocada por alguma metodologia inadequada no cálculo dos níveis cromosféricos e/ou desconsideração de algum processo físico ainda não bem entendido.

Devemos enfatizar que existe uma grande possibilidade do fluxo cromosférico calculado pelos indicadores espectroscópicos não estar puramente relacionado ao campo magnético estelar. Uma série de efeitos podem alterar o perfil da linha espectral e tornar a estrela aparentemente mais jovem ou mais velha. Rocha-Pinto & Maciel (1998a) perceberam que a metalicidade poderia afetar indevidamente os índices  $\log(R'_{HK})$  e efetuaram correções deste efeito visando uma futura aplicação em estudos da evolução da Galáxia. Curiosamente, o forte viés da metalicidade foi esquecido nas calibrações mais recentes e poucos esforços, desde então, foram feitos no sentido de equacionar esse comportamento.

É possível perceber que as conclusões acerca da evolução da atividade magnética estelar estão majoritariamente baseadas na emissão cromosférica de estrelas FGK inferida a partir das linhas espectrais H & K do Ca II. Deste modo, nada garante que, sob outro ângulo, nenhuma outra informação adicional relevante não possa ser acessada. Neste sentido, sabemos que existem diferentes indicadores que são traçadores das propriedades físicas encontradas em distintas porções da cromosfera como H $\alpha$ , Mg II h e k e o tripleto do Ca II. Individualmente, estes contribuem tanto ou mais que H & K para o balanço de energia das cromosferas estelares e, por esta razão, tornam-se extremamente interessantes para a investigação desse fenômeno.

Lyra & Porto de Mello (2005), de forma alternativa, investigaram a dependência do perfil central da linha H $\alpha$  com a atividade cromosférica chegando a resultados em acordo com Pace & Pasquini (2004). Portanto, em  $\approx 1-2$  Gano, um forte decaimento é observado em diferentes indicadores e, após essa idade, ocorre um dramático espalhamento na relação idade-atividade. Porém, no referido trabalho, foi identificado a possibilidade de uma relação idade-atividade de-

pendente de múltiplos parâmetros como massa, metalicidade e raio estelar. Ferreira (2010), ao estender a amostra de Lyra & Porto de Mello (2005), confirmou o padrão de espalhamento e avançou no estudo da influência de outros parâmetros comumente descartados. A autora encontrou que massa e metalicidade são, respectivamente, anticorrelacionadas e correlacionadas com o fluxo cromosférico da linha  $H\alpha$ . Em outras palavras, isto significa que, para uma dada idade e metalicidade, as estrelas menos massivas possuem uma eficiência convectiva maior, e isso se reflete no nível de atividade magnética, elevando-o. No caso da influência da metalicidade, não se espera uma dependência do perfil da linha  $H\alpha$  com este parâmetro (Fuhrmann et al. 1993) e, portanto, a correlação observada deve-se a alterações estruturais motivadas por variações de opacidade no interior estelar que alteram a extensão da zona convectiva. Desta forma, para uma mesma idade e massa, as estrelas mais ricas em metais, observadas em  $H\alpha$ , seriam mais ativas e vice-versa.

No caso específico das anãs M (ou anãs vermelhas) o quadro de evolução da atividade magnética é ainda menos rico em informações. Devido ao seu baixo brilho superficial aliado a uma grande presença de bandas moleculares em seus espectros, a determinação de parâmetros atmosféricos como  $T_{\text{ef}}$  e  $[\text{Fe}/\text{H}]$  torna-se bastante dificultada. Além disto, no que tange ao conhecimento de idades individuais desta classe de estrelas, dada sua lenta evolução estrutural e inviabilidade da aplicação de idades isocronais, temos um cenário ainda menos explorado. Estes complicadores contrastam com a importância das anãs vermelhas em 1) estudos de evolução quimio-dinâmica da Galáxia pois devido ao seu tempo de vida ( $\gg 14$  Gano) superior à idade do Universo, são testemunhas de todas as etapas de formação galáctica; 2) estudos de exoplanetas, uma vez que elas correspondem a 75% da quantidade de estrelas e 50% da massa da Galáxia (Henry et al. 1997). Resultados recentes vindos da missão Kepler indicam que 15% das anãs vermelhas hospedam planetas de tipo terrestre ao redor da zona habitável (ZH) (Dressing & Charbonneau 2015). Dado

que dentro de um raio de 10 pc do Sol, temos 248\*\* anãs M, isso corresponderia, em tese, a 37 planetas potencialmente habitáveis na vizinhança solar e dezenas de bilhões deles em nossa Galáxia.

Reconhecidamente, as anãs M sustentam altos níveis de atividade magnética ao longo de escalas de tempo superiores às observadas em estrelas de maior massa. West et al. (2008) analisou a atividade em  $H\alpha$  de  $\approx 40.000$  anãs M observadas em baixa resolução pelo *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS) e encontrou uma forte correlação entre propriedades cinemáticas estelares e presença de emissão cromosférica. Para um dado subtipo espectral, estrelas cinematicamente mais velhas tendem a apresentar níveis de atividade mais baixos, indicando a presença subentendida da relação idade-atividade. Esses autores, por meio de modelos 1D de dinâmica galáctica, considerando uma lei potências prévia entre a dispersão das velocidades galácticas ( $\sigma$ ) e a idade ( $\sigma \propto \text{Idade}^{0.5}$ , Hänninen & Flynn (2002)), estimou a escala de tempo característica de emissão cromosférica em  $H\alpha$  em função dos tipos espectrais. Foi encontrado que anãs M mais frias possuem escalas de tempo de evolução magnética progressivamente superiores às mais quentes, indo de 0.4 a 8 Gano em estrelas M1 e M8, respectivamente. Após estes tempos característicos, as anãs M devem entrar em um estado de atividade reduzido representado nos espectros por um perfil de absorção na linha  $H\alpha$ . Comparativamente, em estrelas de tipo solar, encontramos perfis de emissão nos indicadores cromosféricos apenas nas primeiras centenas de milhões de anos de vida.

Por possuir ZHs mais próximas em comparação com as estrelas FGK, dados os limites da técnica de velocidades radiais ( $\approx 1$  m/s), é facilitada a detecção de exoplanetas de massa terrestre na zona habitável. Esta característica, aliada ao seu longo tempo de vida, possibilita encontrar exoplanetas de tipo terrestre orbitando as ZHs das anãs vermelhas mais velhas e pobres em metais da Galáxia. Isto

---

\*\*As informações atualizadas sobre a quantidade de estrelas na vizinhança solar podem ser encontradas no site da base de dados *Research Consortium on Nearby Stars* (RECONS): <http://www.recons.org/> e <http://www.recons.org/census.posted.htm>

possibilitaria testar as teorias de formação planetária em regimes de baixa metalicidade e, devido a idade avançada dessa classe de estrelas, também auxiliar na busca por vida inteligente na Galáxia.

No entanto, dada a sua elevada escala de alta atividade e proximidade da ZH, surge o problema da interação estrela-planeta. Um elevado fluxo de partículas altamente energéticas é elemento complicador na sustentação das atmosferas exoplanetárias. É reconhecido que estas emissões são responsáveis pela maior fonte de deposição de energia radiativa em altas atmosferas planetárias sendo altamente influentes na determinação da estrutura da termosfera e estrutura vertical de temperatura. Nas estrelas G (Ribas et al. 2005), em comparação com as emissões cromosféricas características dos maiores comprimentos de onda, sua taxa de variação é intensa em diferentes escalas de tempo, alcançando até 3 ordens de grandeza em alguns poucos Gano (enquanto no visível e infravermelho, ocorre um incremento de  $\approx 30\%$  do fluxo fotosférico). Portanto, estes mecanismos devem apresentar grande importância em processos fotoquímicos e de fotoionização principalmente em atmosferas planetárias jovens, com uma possível contribuição na origem e nas adaptações evolutivas da vida como a conhecemos (Ribas et al. 2010). Neste contexto, é vital o conhecimento dos níveis de atividade cromosférica e coronal em cada intervalo de idade, em função também dos diferentes graus de eficiência convectiva (Lyra & Porto de Mello 2005; Mamajek & Hillenbrand 2008).

Neste sentido, hoje em dia, em comparação com estrelas de tipo solar, sabemos que mesmo após o regime de alta atividade, as anãs M ainda podem ser consideradas ambientes mais hostis à sustentação da vida como conhecemos. Como exemplo representativo, uma das estrelas mais velhas da vizinhança solar, a estrela de Kapteyn com  $\approx 11$  Gano, ainda apresenta fluxos em raios-X e Lyman  $\alpha$  ( $\text{Ly}\alpha$ ) na sua ZH<sup>††</sup>, respectivamente, 4 e 1.7 vezes superiores aos solares atuais em 1 UA<sup>‡‡</sup> (Guinan et al. 2016) (ZH do Sol). As emissões em  $\text{Ly}\alpha$  são

---

<sup>††</sup>Considerando sua zona habitável em 17% da solar em termos de distância.

<sup>‡‡</sup>unidades astronômicas

a principais responsáveis pelo fluxo total das regiões do ultra-violeta distante e próximo.

Os pontos relativos às anãs M reforçam o conceito unificador que é a idade estelar. Para que entendamos como estes efeitos cumulativos atuam nas atmosferas planetárias e, também, como se deu a formação de nossa Galáxia, primeiramente, é imperativa a obtenção de idades estelares precisas.

## 1.4 Estrutura da Tese

O objetivo principal desta tese é fornecer ferramentas e novas abordagens para o estudo da atividade cromosférica e derivação de idades de estrelas de tipos tardios. Dividimos o trabalho em 6 capítulos. No capítulo 2, elaboramos um método de calcular idades isocronais, massas, gravidades superficiais e raios estelares utilizando estatística bayesiana. A partir desta metodologia, compilaremos parte de nossa amostra de estrelas com idades isocronais precisas que serão de central importância nos capítulos 3 e 4. No capítulo 3, realizamos um estudo detalhado sobre a evolução da atividade cromosférica de aproximadamente 250 estrelas FGK (70% a 150% da massa solar) em função dos parâmetros evolutivos estelares, segundo indicadores espectroscópicos do infravermelho próximo, o tripleto infravermelho do Ca II (Ca II IRT). Utilizamos uma abordagem nova para cálculo dos fluxos absolutos totais publicada recentemente em Lorenzo-Oliveira et al. (2016a) que apresenta erros 1-2 ordens de grandeza inferiores às demais calibrações de fluxo presentes na literatura para a região ao redor do Ca II IRT. A partir disto, foi possível derivar um novo índice de atividade corrigido de efeitos fotosféricos (não cromosféricos) de  $[\text{Fe}/\text{H}]$  e  $T_{\text{ef}}$ . Realizamos as calibrações de idade-atividade convencionais, testamos sua consistência com a astrossismologia e propomos uma nova interpretação para o cenário de evolução cromosférica em função da evolução estrutural (relativa ao ponto de desligamento da sequência principal). Esta abordagem, indica que é possível remover naturalmente dependências da massa nos níveis de

atividade e, assim, estabelecer relações lineares simples em função da idade estelar. Este trabalho será publicado em um futuro próximo em Lorenzo-Oliveira et al. (2016d e 2016e, em preparação). No capítulo 4, analisamos o mesmo fenômeno na região do ultra-violeta, representado pelas linhas H & K do Ca II (Ca II HK). Construimos uma grande amostra de centenas de estrelas com idades precisas isocronais e realizamos uma nova calibração de idade em função dos parâmetros massa,  $[\text{Fe}/\text{H}]$  e atividade cromosférica. Assim como no capítulo 3, comparamos nossas estimativas de idade cromosféricas com as astrosismológicas. Nos propomos a explicar a aparente falta de evolução da atividade cromosférica observada em trabalhos recentes na literatura. Adicionalmente, realizamos observações inéditas de dezenas de estrelas dos aglomerados abertos velhos M 67 (4 Gano) e NGC 188 (6 Gano). Então, investigamos se, de fato, a atividade cromosférica dada pelas linhas do Ca II HK corroboram um quadro de decréscimo da atividade magnética até 6 Gano. Parte do trabalho apresentado neste capítulo foi incluído em Lorenzo-Oliveira et al. (2016b). O capítulo 5 representa uma extensão de nossos esforços para o regime de baixas massas compreendendo anãs M0 até M5 (50% a 20% da massa solar). Elaboramos um novo procedimento para derivar parâmetros atmosféricos precisos em anãs M combinando fotometria e espectroscopia estelar, à luz de uma abordagem estatística que teve por finalidade remover as possíveis degenerescências encontradas nas estimativas de  $T_{\text{ef}}$  e  $[\text{Fe}/\text{H}]$ . Em seguida, nos beneficiamos de 4 indicadores cromosféricos distintos,  $H\alpha$ , situado no óptico e as três linhas do Ca II IRT, no infravermelho, para estudarmos como evolui a atividade nesse domínio de baixas massas. Derivamos pela primeira vez, calibrações de idade individuais válidas para estas estrelas e testamos sua consistência com o cenário de evolução da atividade coronal em raios-X e rotacional. Este trabalho encontra-se em fase final de redação e será publicado em breve (Lorenzo-Oliveira et al. 2016c). Discutimos os resultados e perspectivas futuras no capítulo 6.

## Capítulo 2

---

# Parâmetros Fundamentais Estelares

---

Toda a essência da teoria de evolução estelar está sintetizada no diagrama HR, que pode ser representado por um plano  $T_{\text{ef}}$  vs. luminosidade, construído para uma dada composição química. Através do diagrama HR, traça-se a evolução de uma estrela de determinada massa, raio e composição química via observáveis estelares (temperatura efetiva, luminosidade,  $[\text{Fe}/\text{H}]$ ). A determinação de parâmetros fundamentais como massas e idades por intermédio do diagrama HR é bastante direta, no entanto uma série de fatores importantes devem ser considerados.

Adiante, discutiremos alguns pontos relevantes para a análise estatística que faremos ao longo deste capítulo **culminando com uma técnica que será aplicada reiteradamente ao longo desta tese para a construção de uma amostra de estrelas de idades precisas. Isto terá especial interesse para o estudo da evolução da atividade cromosférica em função da massa, idade e composição química estelares.**

## 2.1 O Diagrama HR e seus detalhes

Historicamente, o cálculo de idades isocronais é amplamente utilizado em aglomerados globulares e abertos, sendo uma poderosa ferramenta teste para os modelos de evolução estelar e Galáctica (Sandage & Eggen 1969; Jørgensen & Lindegren 2005). Esta técnica é otimizada em grupos numerosos de mesma população estelar porque neste caso diminui-se o peso dos erros observacionais de parâmetros como metalicidades, índices de cor e distâncias entre os membros. Ademais, a combinação de diferentes estrelas coevas em distintos *loci* do plano  $T_{\text{ef}} \times \log(L/L_{\odot})$  é capaz de delinear uma maior parte do espaço evolutivo teórico predito para aquela população estelar, o que maximiza o efeito comparativo entre observação e teoria. Reforçando, esta característica é capaz de aumentar a robustez nas determinações de idades, acompanhadas, em seguida, das estimativas de massas dentre outros parâmetros. No caso da idade, é possível alcançar estimativas de erros internos dentro de 10% (Curtis et al. 2013), contudo, é extremamente dispendioso estabelecer observacionalmente critérios confiáveis de pertinência à estas estrelas, além de derivações de metalicidades espectroscópicas que aumentam ainda mais o custo observacional, por exemplo. Comumente, são necessários muitos anos de observações e análises sistemáticas para se estabelecer uma amostra confiável de membros de um determinado aglomerado\*.

Em princípio, não existem quaisquer impedimentos físicos e técnicos que discriminem a aplicação deste método às estrelas isoladas de campo, no que diz respeito à obtenção de idades isocronais. Neste caso, entretanto, deve-se enfatizar que ao invés de estimativas baseadas em dezenas de estrelas coevas, a técnica é aplicada a apenas um alvo. Portanto, a dependência dos erros observacionais pode tornar-se crescente necessitando um devido tratamento estatístico. Como mostraremos neste capítulo, este problema pode indicar que em certos casos as estimativas de idades isocronais são completamente ina-

---

\*Alternativamente às determinações sistemáticas de velocidades radiais em estrelas candidatas a membros de aglomerados abertos, é possível também avaliar a pertinência destas estrelas analisando seus movimentos próprios em diferentes épocas.

dequadas, na realidade.

Avançando na discussão desta técnica, em sua essência, não se deve levar em conta apenas argumentos físicos para a elaboração dos cálculos de parâmetros fundamentais mas também, em certo grau de importância, algumas poucas considerações matemáticas devem ser reforçadas. Os modelos teóricos transformam de um espaço de parâmetros teóricos ( $M/M_{\odot}$ , Idade, Raio entre outros) para outro espaço distinto composto pelas estimativas teóricas dos parâmetros observacionais como:  $T_{ef}^{MOD}$ ,  $\log(L/L_{\odot})^{MOD}$ ,  $[Fe/H]^{MOD}$ . Por intermédio da comparação entre as variáveis observacionais e suas respectivas previsões teóricas, efetua-se uma tentativa de inversão regredindo imediatamente em seguida ao espaço teórico para obter, assim, as estimativas de massas e idades seguidas por suas respectivas incertezas. Como se trata de uma comparação entre teoria e observação, as naturezas das incertezas observacionais certamente não serão preservadas após as inversões gerando, ao fim do processo, diferentes distribuições de erros nas estimativas dos parâmetros teóricos. Em outras palavras, isto significa que erros gaussianos nos parâmetros observacionais não se traduzirão à mesma distribuição de erros nos parâmetros teóricos recuperados. Isto, em parte, se dá pelo fato das diferenças entre os espaços de parâmetros comparados.

Os modelos estruturais ao transformarem o espaço teórico de parâmetros para o observacional (predito teoricamente), geram uma grade complexa de trajetórias evolutivas e isócronas com morfologias que em muitos casos não são facilmente parametrizáveis. Para ilustrar esta característica importante, mostramos a Figura 2.1. Nela, temos no painel superior a evolução da luminosidade em função de diferentes massas. É possível perceber neste diagrama que existe uma progressão da evolução de  $L/L_{\odot}$  em função da idade, no sentido de que trajetórias de estrelas mais massivas tem inclinações mais acentuadas. Estas inclinações representam as velocidades evolutivas ( $V_e$ ) que se traduzem em um maior ou menor espaçamento entre as isócronas, para uma determinada massa. A conexão entre a posição da estrela no diagrama HR, sua velocidade evolutiva e a idade estelar

podem ser qualitativamente entendidas a partir de algumas simplificações. Consideremos um arco de trajetória evolutiva que evolua de forma suave o suficiente para que possamos equacioná-lo em uma função diferenciável  $\mathbf{S}$ . Assim, podemos, através de uma mudança de variáveis, relacionar este espaço das posições com o de idades  $\mathbf{t}$ . A probabilidade de encontrarmos uma determinada estrela em uma região de  $\mathbf{S}$  ( $P(\mathbf{S})$ ) em função da probabilidade equivalente  $P(\mathbf{t})$  desta estrela ter um dado intervalo de idades pode ser dada por:

$$P(\mathbf{S})d\mathbf{S} = P(\mathbf{t})d\mathbf{t}. \quad (2.1)$$

Isolando  $P(\mathbf{S})$ , temos

$$P(\mathbf{S}) = \frac{P(\mathbf{t})}{d\mathbf{S}/d\mathbf{t}}, \quad (2.2)$$

onde  $d\mathbf{S}/d\mathbf{t}$  pode ser interpretada como a velocidade evolutiva  $V_e$ . Desta forma, a probabilidade de encontrarmos uma estrela de idade  $\mathbf{t}$  em um determinado segmento de trajetória  $\mathbf{S}$  é inversamente proporcional à sua velocidade evolutiva. Em outras palavras, quanto mais rápida a evolução de uma dada estrela, menor a probabilidade dela ser encontrada em um *loci* específico do diagrama HR. A conclusão é intuitiva e tem grande importância prática. Este é o fator evolutivo intrínseco que define a eficiência da datação isocronal. Aproximando-se do ponto de desligamento,  $V_e$  aumenta consideravelmente. Estrelas de menor massa, basicamente mantém seus valores de luminosidade constantes em intervalos de poucos Gano. Reforçamos que a formulação de  $V_e$  unicamente dependente da luminosidade estelar é incompleta, uma vez que a temperatura efetiva e composição química são variáveis relevantes. Entendemos que pelo fato da  $T_{\text{ef}}$  comportar-se de forma mais complexa no diagrama HR, sua inclusão não representaria nenhum ganho de informação relevante além de não alterar o quadro evolutivo proposto.

Sendo assim, as trajetórias evolutivas dispõem-se no diagrama HR de forma altamente não linear com espaçamentos variáveis entre si, como pode ser facilmente observado em regiões de *turn-off*. Nestas

regiões, bem como na ZAMS (*Zero Age Main-Sequence*) onde a densidade de trajetórias evolutivas é maior, espera-se que a velocidade evolutiva varie consideravelmente, demandando uma complexidade ainda maior das técnicas de inversão necessárias para recuperação dos parâmetros teóricos. Uma consequência da desconsideração destes vieses é que, naturalmente, o estimador responsável pelo cálculo das idades mais prováveis poderá estar persistentemente assinalando idades superiores às idades verdadeiras (Pont & Eyer 2004), principalmente nas regiões mais verticalizadas do diagrama HR como o *turn-off* e ZAMS.

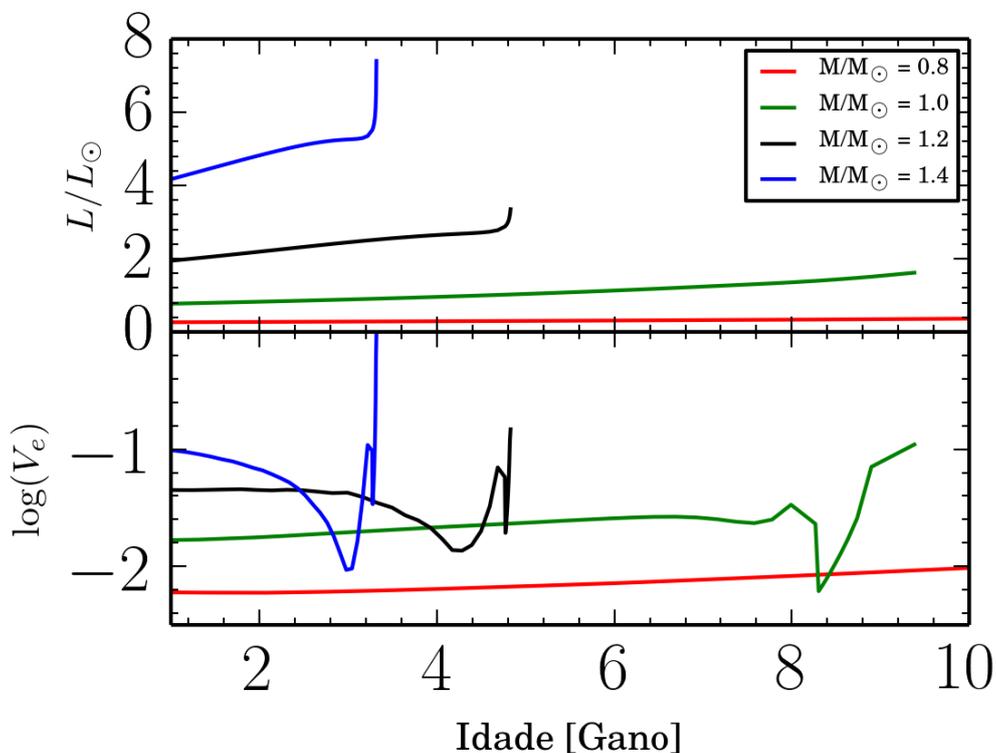


Figura 2.1: No painel superior temos a evolução da luminosidade para diferentes massas até o ponto de desligamento da sequência principal. No painel inferior, o gradiente da luminosidade como indicador de velocidade evolutiva, simbolizada por  $V_e$ .

Cabe ressaltar que erros observacionais pequenos contribuem, evidentemente, para restringir as possibilidades a serem consideradas pelos modelos teóricos. Assim, diminuem tanto a magnitude dos efeitos indesejáveis listados acima quanto a necessidade de abordagens estatisticamente mais complexas para realizar as inversões necessárias.

No entanto, como veremos neste capítulo, mesmo considerando uma amostra de parâmetros atmosféricos com os níveis de incerteza mais baixos possíveis, a obtenção de idades em torno da solar com erros relativos baixos ( $\approx 25\%$ ) apenas é possível para estrelas de massas em torno de  $1.15 M/M_{\odot}$ .

Para os cálculos dos parâmetros, adotamos o conjunto de trajetórias evolutivas de Kim et al. (2002) e Yi et al. (2003) que estão disponíveis abertamente na Web\*. Em nossa grade de modelos teóricos, consideramos a dependência da superabundância dos elementos sintetizados pela processo de formação de elementos  $\alpha^{\dagger}$ . Estrelas pobres em metais possuem abundância relativa ao Fe desses elementos superior às mais ricas (Edvardsson et al. 1993; McWilliam 1997). Dessa forma, geramos 88389 trajetórias evolutivas que abrangem todo o espaço de parâmetros necessário. Estabelecemos os devidos intervalos de massa ( $0.4 M_{\odot} - 2.0 M_{\odot}$ , passo de  $0.01 M_{\odot}$ ), metalicidade ( $-2$  a  $+1$  dex, com passos de  $0.05$  dex), superabundância de elementos  $\alpha$  ( $0.0$  a  $+0.4$  dex, com passos de  $0.05$  dex) que julgamos adequados para este tipo de estudo.

Para um teste de consistência aplicado aos modelos, notamos que existia uma pequena diferença em luminosidade e temperatura dada pela distância entre a trajetória evolutiva solar no estágio de aproximadamente  $4.5 G_{ano}$  e a posição dada pelos parâmetros observados do Sol. Então, realizamos correções aditivas em todas trajetórias de  $\Delta \log T_{ef} = +0.00186$  e  $\Delta \log \left( \frac{L}{L_{\odot}} \right) = +0.0106$ .

A seguir, discutiremos os fundamentos estatísticos que foram aplicados no método automatizado de cálculo dos parâmetros estruturais estelares.

---

\*<http://www.astro.yale.edu/demarque/yyiso.html>

$\dagger$ comumente denominados de elementos do processo- $\alpha$ . Dentre eles: O, Ne, Mg, Si, S, Ar, Ca e Ti.

## 2.2 O Modelo Bayesiano

Em nossa abordagem para o cálculo de parâmetros, separamos as quantidades teóricas e observacionais em dois grupos distintos. O primeiro chamaremos de  $\mathbf{X}$ , sendo ele composto por quantidades observacionais como temperatura efetiva, metalicidade e luminosidade, enquanto do ponto de vista teórico, as variáveis fundamentais ( $\Theta$ ) de interesse derivadas pelos modelos estruturais são massa ( $m$ ), idade ( $t$ ) e composição química ( $z$ ). Em tese, quanto maior a quantidade de vínculos observacionais consistentes que possam ser comparados com os valores teóricos fornecidos pelos modelos estruturais, melhor caracterizadas serão as transformações entre os dois grupos. Este é um ponto importante no tratamento estatístico pois tem o poder de remover possíveis degenerescências nas soluções de parâmetros<sup>‡</sup>. Como raciocínio inicial, podemos supor que exista uma função  $\mathcal{F}$  que possa transformar estas quantidades teóricas em parâmetros observáveis através da relação matemática:

$$\mathbf{X} = \mathcal{F}(\Theta). \quad (2.3)$$

A consideração de uma dependência entre  $\mathbf{X}$  e  $\Theta$  implica que quaisquer fontes de erros observacionais automaticamente incidiram sobre a qualidade das estimativas teóricas, gerando incertezas nas determinações das mesmas. Portanto, uma expressão matemática mais realista seria:

$$\mathbf{X}(T_{\text{ef}} \pm \sigma, L \pm \sigma, [\text{Fe}/\text{H}] \pm \sigma) = \mathcal{F}(\Theta(m \pm \sigma, t \pm \sigma, z \pm \sigma)). \quad (2.4)$$

Visualmente, posicionar uma determinada estrela no diagrama HR e determinar suas propriedades é equivalente a inverter a eq. 2.4 levando a:

$$\Theta(m \pm \sigma, t \pm \sigma, z \pm \sigma) = \mathcal{F}^{-1}(\mathbf{X}(T_{\text{ef}} \pm \sigma, L \pm \sigma, [\text{Fe}/\text{H}] \pm \sigma)). \quad (2.5)$$

---

<sup>‡</sup>Aplicaremos esta mesma filosofia para determinar parâmetros atmosféricos das anãs M no capítulo 5

Como foi enfatizado anteriormente, o maior problema desta análise se dá pelo fato das trajetórias evolutivas se disporem no diagrama HR de forma complexa e de difícil parametrização, além disto seu espaçamento é variável e altamente não linear podendo, em diversos *loci* do diagrama HR, haver cruzamento entre diferentes trajetórias evolutivas, impossibilitando estabelecer uma única função para toda sua extensão.

Este problema de inversão, do ponto de vista probabilístico, pode ser tratado como a tentativa de se conhecer a probabilidade que cada valor  $\Theta$  apresenta em razão de cada estimativa dada pelas quantidades observacionais  $\mathbf{X}$ . Matematicamente, isto pode ser representado por  $P(\Theta|\mathbf{X})$ , enquanto  $P(\mathbf{X}|\Theta)$  fornece a probabilidade de determinarmos um valor observado  $\mathbf{X}$  dados específicos valores teóricos fornecidos pelo diagrama HR ( $\Theta$ ). Em outras palavras, para cada configuração teórica, é possível conhecer  $P(\mathbf{X}|\Theta)$  pelo fato dos modelos estruturais fornecerem valores teóricos de temperatura efetiva, luminosidades e metalicidades que possibilitam a comparação com as estimativas observacionais destas mesmas variáveis representadas pelo grupo  $\mathbf{X}$ . Portanto, estamos interessados em conhecer  $P(\Theta|\mathbf{X})$ , uma vez que temos acesso direto a  $P(\mathbf{X}|\Theta)$  via modelos estruturais. Sendo assim, é conveniente realizar as manipulações matemáticas:

$$P(\Theta, \mathbf{X}) = P(\Theta|\mathbf{X})P(\mathbf{X}), \quad (2.6)$$

assim como:

$$P(\mathbf{X}, \Theta) = P(\mathbf{X}|\Theta)P(\Theta). \quad (2.7)$$

Tanto  $P(\mathbf{X}, \Theta)$  quanto  $P(\Theta, \mathbf{X})$  representam a probabilidade de ocorrência simultânea de certos valores de  $\mathbf{X}$  e  $\Theta$ . Como estas probabilidades são iguais, isolamos  $P(\Theta|\mathbf{X})$  no lado esquerdo da equação 2.6 e chegamos a seguinte expressão:

$$P(\Theta|\mathbf{X}) = \frac{P(\mathbf{X}|\Theta)P(\Theta)}{P(\mathbf{X})}, \quad (2.8)$$

que é a representação do Teorema de Bayes. Onde  $P(\mathbf{X}|\Theta)$  é tratado como uma função de verossimilhança  $\mathcal{L}(\mathbf{X}|\Theta)$  de cada um dos valores

possíveis de  $\mathbf{X}$ , para cada valor específico de  $\Theta$ .  $P(\Theta)$  é chamado de distribuição a priori de  $\Theta$ . A multiplicação destas duas expressões leva o nome de distribuição a posteriori  $P(\Theta|\mathbf{X})$ .

A aplicação deste conhecimento com intuito de calcular distribuições de probabilidade para massas, idades, gravidades superficiais, dentre outras grandezas em função dos parâmetros observacionais é direta. Consideremos que para uma determinada estrela, exista um grupo de 4 variáveis dadas por  $T_{ef}$ ,  $\log(L/L_{\odot})$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}]$  e  $[\alpha/\text{Fe}]$ , sendo estas referenciadas respectivamente por  $v_1$ ,  $v_2$ ,  $v_3$  e  $v_4$ . Partindo do pressuposto que os erros na determinação das quantidades observacionais são gaussianos e as mesmas não são interrelacionadas, a função verossimilhança simplificada pode ser tratada por:

$$\mathcal{L}(\mathbf{X}|\Theta) = \left( \prod_{j=1}^4 \frac{1}{(2\pi)^{(1/2)}\sigma_j} \right) \times \exp(-\chi^2/2) \quad (2.9)$$

onde

$$\chi^2 = \sum_{j=1}^4 \left( \frac{v_j^{OBS} - v_j^{MOD}}{\sigma_j} \right)^2. \quad (2.10)$$

A distribuição a priori, no nosso caso, retrata o nosso estado de conhecimento inicial sobre a probabilidade de se observar uma estrela com uma determinada massa, idade e composição química.

$$P(\Theta) = P(t)P(M/M_{\odot})P([\text{Fe}/\text{H}]), \quad (2.11)$$

Como nossa amostra é composta por estrelas da vizinhança solar adotamos como priori de metalicidade a distribuição de  $[\text{Fe}/\text{H}]$  calculada por Casagrande et al. (2011) a partir do *Geneva Copenhagen Survey* que contém milhares de estrelas FGK majoritariamente originárias do disco fino e espesso Galáctico. Para a priori referente à massa, adotaremos a função de massa inicial do tipo Salpeter (Salpeter 1955) como uma lei de potência com expoente -2.35, valor adequado para a faixa de massas compreendidas neste estudo. Cautelosamente, utilizaremos uma priori uniforme para taxa de formação estelar.

O papel desta abordagem é compensar os efeitos das diferenças em velocidades evolutivas com uma abordagem bayesiana que inclua informações a priori relacionadas a determinados parâmetros importantes no contexto da evolução estelar e da nossa Galáxia. Em especial, a função de massa inicial fornece a probabilidade inicial de encontrarmos uma estrela de determinada massa. Isto na aplicação do nosso método pode significar que caso uma estrela esteja posicionada exatamente em uma região do diagrama HR em que duas ou mais trajetórias evolutivas estejam interceptando-se levando a estimativas semelhantes da função de verossimilhança, o conhecimento a priori contribuirá adicionando um peso estatístico superior ao cenário onde a estrela esteja menos evoluída, ou seja com a velocidade evolutiva menor.

## 2.3 Cálculo Automático de Parâmetros Estelares

Construímos um procedimento automático que calcula as distribuições de probabilidade a posteriori para massas, idades, gravidades superficiais e raios a partir de parâmetros observacionais bem como suas incertezas. Para realizar esta tarefa, como amostra teste, selecionamos 1097 estrelas de Adibekyan et al. (2012) que apresentavam paralaxes HIPPARCOS e determinações espectroscópicas precisas de temperaturas efetivas, metalicidades e abundâncias de elementos do processo- $\alpha$ . Além disto, por se tratar de uma grande amostra que cobre um extenso domínio destes parâmetros, ela fornece a excelente oportunidade de compilar um conjunto seletivo de estrelas com estimativas de idades robustas cobrindo uma série de parâmetros de interesse<sup>§</sup>.

Inicialmente, o programa lê os parâmetros observacionais e incertezas para uma determinada estrela e restringe nos modelos estruturais apenas os trechos de trajetórias evolutivas que estejam contidos em

---

<sup>§</sup>Descreveremos a amostra de Adibekyan et al. (2012) em detalhes no capítulo 4

um hipercubo de 4 dimensões dadas por:  $T_{\text{ef}} \pm 4\sigma$ ,  $\log(L/L_{\odot}) \pm 4\sigma$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}] \pm 4\sigma$ ,  $[\alpha/\text{Fe}] \pm 4\sigma$ . Como estamos calculando probabilidades em múltiplas dimensões, os procedimentos computacionais podem demandar uma considerável quantidade de tempo dependendo da extensão do intervalo de integração escolhido, portanto cabe ressaltar que  $\pm 4\sigma$  compreende todas as informações necessárias para os cálculos de parâmetros estruturais sem torná-los dispendiosos computacionalmente. Para cada variável  $j$ , é gerado um vetor com os valores  $v_j^{\text{MOD}}$  que estejam dentro do hipercubo considerado. Em seguida, dentro deste intervalo, são calculadas as funções de verossimilhança (eq. 2.9) e as prioris (eq. 2.11) para todas as possibilidades de parâmetros englobados, gerando ao fim de todo procedimento uma distribuição posteriori multidimensional. Para efeitos práticos, a grade de trajetórias evolutivas está organizada em diretórios e, para cada metalicidade, existe um diretório que reúne todas as combinações de trajetórias evolutivas e superabundância de elementos  $\alpha$  possíveis. Sendo assim, os cálculos de parâmetros seguem o seguinte algoritmo:

1. Através das restrições impostas para o hipercubo de parâmetros, são criados vetores que armazenam todas as novas possibilidades de  $[\text{Fe}/\text{H}]^{\text{MOD}}$  ( $Z$ ),  $[\alpha/\text{Fe}]^{\text{MOD}}$  ( $\alpha$ ). Para efeito de simplificação, consideraremos aqui  $M/M_{\odot}$  como a variável  $m$ .
2. Para cada  $Z_i$  e  $\alpha_{ij}$  considere a trajetória evolutiva  $m_{ijk}$ .
3. Em  $m_{ijk}$ , considere apenas as restrições dadas pelo hipercubo em  $T_{\text{ef}}^{\text{MOD}}$  e  $\log(L/L_{\odot})$ .
4. Calcule 2.9 para cada etapa evolutiva pertencente ao hipercubo.
5. Considere  $k=k+1$  e vá para o passo 2 até todas as trajetórias evolutivas serem consideradas dentro de  $\alpha_{ij}$ .
6. Considere  $j=j+1$  e volte ao passo 2 até todas as possibilidades de  $\alpha_{ij}$  serem calculadas para  $Z_i$ .
7.  $i=i+1$  e volte ao passo 2 até que todas as possibilidades de metalicidade sejam consideradas.

Após este procedimento, temos em mãos uma matriz com todos os valores da probabilidade a posteriori para cada configuração possível estelar. Neste caso devemos marginalizar a distribuição de probabilidade a posteriori em relação ao parâmetro desejado. Como exemplo, mostramos o cálculo da distribuição a posteriori para a massa e idade:

$$\mathcal{P}(M/M_{\odot}) \propto \int \int \int P(\Theta|\mathbf{X}) dt d[\text{Fe}/\text{H}] d[\alpha/\text{Fe}] \quad (2.12)$$

e

$$\mathcal{P}(t) \propto \int \int \int P(\Theta|\mathbf{X}) d(M/M_{\odot}) d[\text{Fe}/\text{H}] d[\alpha/\text{Fe}]. \quad (2.13)$$

No caso da massa  $\mathcal{P}(M/M_{\odot})$ , o procedimento é integrar todas as 3 dimensões restantes, deixando apenas dimensão responsável por este parâmetro intacta. No caso da idade ocorre algo semelhante. Esta abordagem possibilita obter idades de sistemas múltiplos coevos ao combinarmos as probabilidades a posteriori de cada componente. Desta forma, podemos obter a probabilidade conjunta de idade:

$$P(\Theta|\mathbf{X}) = \prod_i^N P_i(\Theta|\mathbf{X}) \quad (2.14)$$

e generalizar a eq. 2.13 como:

$$\mathcal{P}(t) \propto \int \int \int \prod_i^N P_i(\Theta|\mathbf{X}) d(M/M_{\odot}) d[\text{Fe}/\text{H}] d[\alpha/\text{Fe}]. \quad (2.15)$$

Onde  $N$  trata-se do número de estrelas pertencentes ao sistema coevo. Por exemplo,  $N = 2$  no caso de estrelas binárias (Chanamé & Ramírez 2012) e  $N = 1$  em estrelas isoladas (Pont & Eyer 2004; Valenti & Fischer 2005; Casagrande et al. 2011). Para aglomerados abertos, com um grande número de posteriors  $N \gg 1$  (Jørgensen & Lindgren 2005), esta técnica permite vincular idades dentro de intervalos significativamente menores.

Além das idades e massas, o procedimento aqui descrito possibilita calcular as distribuições a posteriori de probabilidade de uma

série de parâmetros estruturais como gravidade superficial ( $\log(g)$ ), raio estelar ( $R$ ),  $R/R_{ZAMS}$  e  $R/R_{TO}$ . As duas últimas quantidades declaradas são a razão entre o raio atual estelar e o raio desta mesma estrela regredido até a idade zero (ZAMS), enquanto  $R/R_{TO}$  refere-se a razão do raio atual e do raio que a estrela terá quando estiver saindo da sequência principal, no ponto de *turn-off*. Adotamos como ponto de *turn-off* a etapa evolutiva que apresentasse o esgotamento de H no núcleo estelar. Monitoramos em cada passo de idade a evolução da abundância de He no núcleo estelar e arbitramos o *turn-off* como o momento em que  $\Delta\text{He} \leq 10^{-4}$ . Estas variáveis são importantes para nossa análise porque nos dão indicativos do grau evolutivo estelar. Em outras palavras, analisando estas distribuições, pudemos criar um critério estatístico para discriminar a amostra entre anãs e subgigantes.

Na Figura 2.2 (painel superior), mostramos as distribuições gaussianas de erros dos parâmetros observáveis e abaixo (painéis abaixo), exemplos das distribuições de probabilidade a posteriori (linhas sólidas azuis) calculadas a partir dos observáveis. São mostradas as distribuições de idade, massa, raio,  $R/R_{ZAMS}$ ,  $\log(g)$  e  $R/R_{TO}$ . Os valores adotados para cada uma destas grandezas referem-se ao pico de suas distribuições de probabilidade, enquanto as incertezas foram derivadas a partir das distribuições cumulativas de cada parâmetro. As probabilidades cumulativas entre 16% e 84% correspondem ao intervalos de  $\pm 1\sigma$  ao redor da estimativa mais provável. Evidentemente, existe uma forte assimetria dos erros assinalados indicando que a natureza gaussiana dos parâmetros de entrada para cálculo das probabilidades pode não ser preservada, como discutimos anteriormente.

A grandeza derivada  $R/R_{TO}$  possui interesse de discriminação evolutiva em nossa análise, visto que à medida que uma determinada estrela destaca-se da região ZAMS, lentamente, suas estimativas desta variável tornam-se mais aproximadas ao valor unitário que significa a mesma estar exatamente na posição no diagrama HR onde se inicia o estágio de subgigante. Na realidade, como tratam-se de

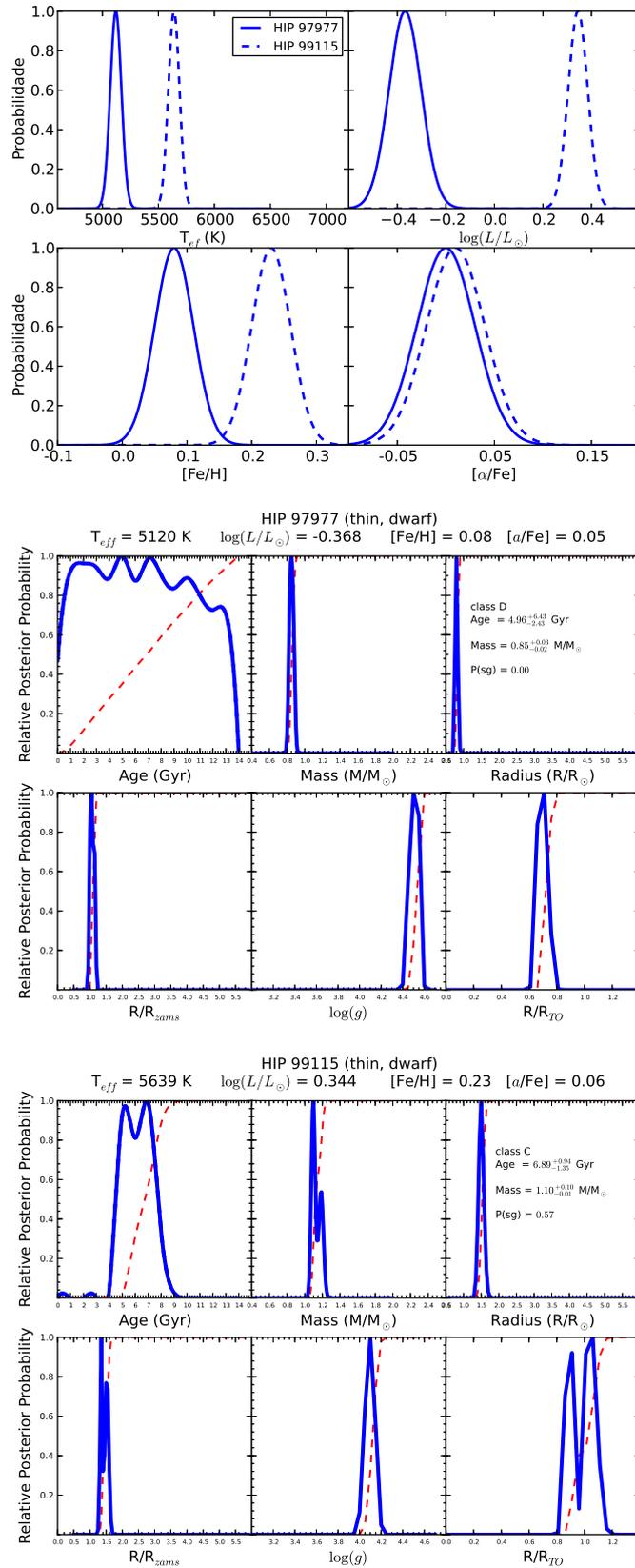


Figura 2.2: Dois exemplos representativos das distribuições de parâmetros encontrados na nossa amostra. As linhas sólidas azuis são as funções densidade de probabilidade e as tracejadas em vermelho são as probabilidades cumulativas.

distribuições de probabilidade, é possível estabelecer um critério para avaliar com um certo grau de confiança se a estrela em questão situa-se além do ponto de *turn-off* ( $R/R_{TO} = 1$ ) ou não. Por definição, a distribuição cumulativa mostra a probabilidade de uma determinada medição se encontrar dentro de um limite considerado para a abscissa. Desta forma, sabendo que a soma das probabilidade da estrela estar na sequência principal (SP) ou no ramo das subgigantes (SG) é 100%:

$$P(\text{SP}) + P(\text{SG}) = 1, \quad (2.16)$$

sendo que

$$P(\text{SP}) = P(0 \leq R/R_{TO} \leq 1) = \int_0^1 p(R/R_{TO})d(R/R_{TO}). \quad (2.17)$$

Substituindo a equação 2.16 em 2.17, temos:

$$P(\text{SG}) = 1 - \int_0^1 p(R/R_{TO})d(R/R_{TO}) \quad (2.18)$$

que é a probabilidade cumulativa complementar<sup>¶</sup>. Quanto maior este valor, a distribuição de probabilidade de  $R/R_{TO}$  estará mais deslocada para direita, o que significa maior proximidade ao ponto de *turn-off*. De forma conservadora, estabelecemos que as subgigantes serão classificadas como tal quando sua  $P(\text{subgigante})$  for maior ou superior a 0.68. Portanto, mesmo que os valores mais prováveis indiquem  $R/R_{TO}$  maiores que 1, é possível que, de acordo com este critério, a estrela seja assinalada como anã, caso a área de sua distribuição de probabilidade indicar uma peso estatístico superior a este estado evolutivo. Como pode ser visto na Figura 2.2 (painel inferior), temos um caso similar onde visivelmente a estimativa mais provável está deslocada além do valor unitário de  $R/R_{TO}$  porém a  $P(\text{subgigante})$  não é suficientemente alta para que a classifiquemos como tal.

---

<sup>¶</sup>Aplicaremos no capítulo 5 um raciocínio análogo ao cálculo de idades cromosféricas das anãs M com perfis de emissões e absorções em indicadores espectroscópicos de atividade

Isto posto, mostramos na Figura 2.3 a probabilidade de encontrarmos em nossa amostra teste espectroscópica uma estrela com determinada idade e massa dentro dos seguintes critérios dos seguintes níveis de precisão ( $\sigma_t/t$ ) : 0.25, 0.5, 1.0 e 1.5 que correspondem, respectivamente a erros de 25, 50, 100 e 150%. A partir destas comparações, podemos ver que apesar de considerarmos estrelas com parâmetros espectroscópicos precisos, estrelas de  $1 M/M_\odot$  com a idade solar apresentam invariavelmente erros relativos muito superiores a 20%, em média eles estão em 50%, ou mais (correspondente a erros  $\geq 2$  Ganos). Nesta magnitude, a estrela típica de massa e idade solar teria intervalos de idades prováveis ( $\pm 1\sigma$ ) entre 2 e 6 Ganos. Dentro de 25% de erro relativo, as estrelas mais jovens são preferencialmente aquelas de maior massa ( $\geq 1.15 M/M_\odot$ ) enquanto, a quantidade de estrelas de massa solar só começa aumentar após  $\approx 5.5$  Ganos.

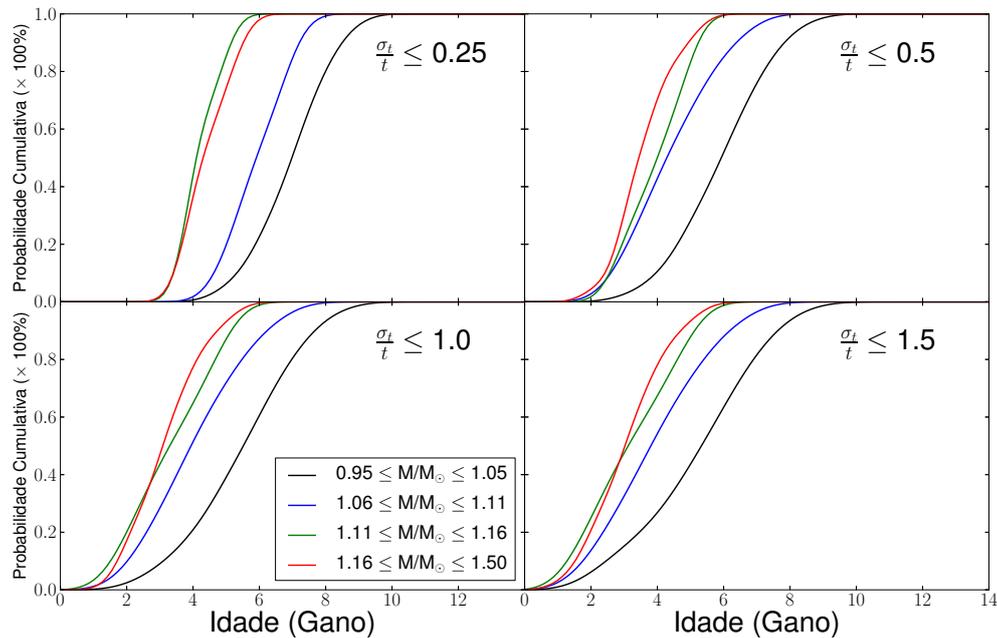


Figura 2.3: Viés de seleção devido aos critérios de corte em precisão das idades isocronais. Existe uma tendência das estrelas de maior massa serem privilegiadas quando buscamos idades precisas até 4 Gano. Esta tendência diminui a medida que consideramos maiores idades e/ou relaxamos os critérios de seleção de idades.

Utilizaremos todos os procedimentos discutidos aqui para a construção de subamostras de estrelas com idades isocronais precisas e

demais parâmetros evolutivos nos capítulos 3, 4 e 5. Estas seleções prévias darão suporte ao estudo sobre a evolução da atividade cromosférica em função de um extenso número de parâmetros evolutivos, além da idade estelar.

## 2.4 Sumário do Capítulo

- Mostramos que a velocidade evolutiva é uma variável de grande importância no entendimento da real aplicabilidade do método de datação isocronal.
- Elaboramos um método estatístico automático de derivação de distribuições de probabilidade dos parâmetros estelares via diagrama HR como: idades isocronais, massas, raios e gravidades superficiais. O procedimento também tem a flexibilidade de incluir qualquer combinação de variáveis estruturais no cálculo das distribuições de probabilidade, assim como  $R/R_{TO}$  e a distinção evolutiva entre anãs e subgigantes.
- Os critérios de seleção de idades precisas propagam, principalmente, um viés de massa estelar. Quanto mais restritivo o critério, maior será esse viés. Como exemplo, verificamos que, ao restringirmos em 25% os erros em idade, estrelas de 1 massa solar serão representativas apenas após  $\approx 5$  Gano.
- A técnica aqui proposta será aplicada frequentemente no decorrer desta tese de doutoramento para auxiliar as calibrações de idades cromosféricas.

## Capítulo 3

---

# O Tripleto do Ca II em Estrelas FGK

---

Até o presente momento, a maior base de dados com medidas padrão de atividade cromosférica é baseada nas linhas H & K do Ca II (Vaughan et al. 1978; Duncan et al. 1991; Baliunas et al. 1995). Dadas as significativas diferenças na física de formação de cada indicador de atividade bem como suas contribuições não desprezíveis para o balanço de energia na cromosfera estelar, é interessante saber quais informações adicionais podem ser obtidas quando analisamos o problema a partir de um outro ponto de vista. Obviamente é esperado que ambas quantidades derivadas pelos diferentes indicadores sejam correlacionadas por serem manifestações distintas do mesmo fenômeno; no entanto, ao serem analisadas conjuntamente suas similaridades e diferenças, será possível entender como a atividade cromosférica (e.g. aquecimento cromosférico) se distribui em diferentes altitudes atmosféricas, em função das profundidades características de formação das várias linhas espectrais. Também pode-se investigar como a importância relativa de cada indicador muda com o tipo espectral.

Considerando as densidades e temperaturas presentes na cromosfera solar, o cálcio aparece predominantemente ionizado. Com auxílio da Figura 3.1 e Tabela 3.1, vemos que as linhas do tripleto infraverme-

lho do Ca II em 8498 (T1), 8542 (T2) e 8662 (T3) Å são formadas em transições subordinadas entre os níveis excitados do Ca II  $4^2P_{1/2,3/2}$  e os meta-estáveis  $3^2D_{3/2,5/2}$ . Fisicamente, é esperado que as perdas radiativas cromosféricas das linhas do Ca (triplete do infravermelho e H & K) sejam fortemente correlacionadas por compartilharem o estado superior excitado ( $4^2P_{1/2,3/2}$ ) que pode decair para o nível fundamental  $4^2S_{1/2}$  formando as linhas H (3968 Å) e K (3933 Å). No caso do tripleto do Ca II, devido aos seus níveis eletrônicos meta-estáveis  $3^2D_{3/2,5/2}$ , não é possível haver transição direta com o nível fundamental  $4^2S_{1/2}$  tornando-os bastante povoados apenas por excitação colisional, o que tem o potencial de aumentar sua sensibilidade às condições físicas encontradas na baixa cromosfera. Na tabela abaixo, estão resumidas informações destas 5 linhas espectrais:

Comprimento de Onda (Å)	Nível Inicial	Nível Final
8498	$4^2P_{3/2}$	$3^2D_{3/2}$
8542	$4^2P_{3/2}$	$3^2D_{5/2}$
8662	$4^2P_{1/2}$	$3^2D_{3/2}$
3968	$4^2P_{1/2}$	$4^2S_{1/2}$
3933	$4^2P_{3/2}$	$4^2S_{1/2}$

Tabela 3.1: A tabela mostra os níveis iniciais e finais das transições referentes às linhas do Ca II.

Através do estudo das partes centrais do perfil de linhas espectrais intensas, como as do Ca II (triplete e H & K), podemos evidenciar sua sensibilidade ao aumento da temperatura cromosférica. Pela Figura 3.2 (painel superior), analisando inicialmente as asas das linhas H e K, vemos que ocorre um decréscimo do fluxo observado à medida que nos aproximamos do comprimento de onda central da linha, onde opacidade é maior. Desta forma, camadas cada vez menos profundas, e portanto mais frias, tornam-se responsáveis pelo fluxo emergente. Contudo, em aproximadamente  $0.5 \text{ \AA}$  do centro da linha, a intensidade volta a se elevar correspondendo ao aumento da temperatura cinética característica da cromosfera magnetizada. Com isso, considerando o equilíbrio termodinâmico local (ETL), a função fonte responde diretamente ao aumento de temperatura e se eleva,

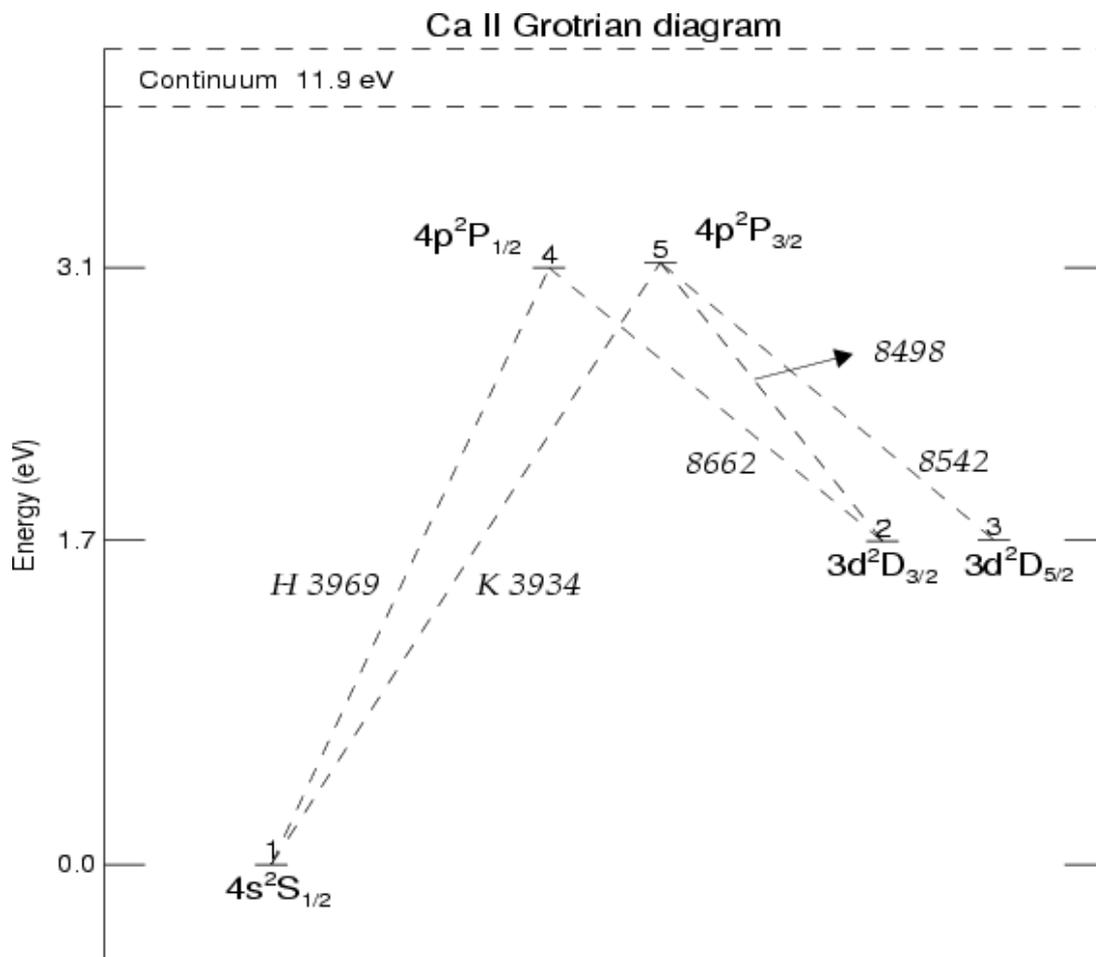


Figura 3.1: Níveis de energia do Ca II, figura retirada de Azevedo et al. (2006). Tanto o tripleto quanto H & K, por compartilharem o mesmo estado excitado  $4^2P_{1/2,3/2}$  devem possuir sensibilidade à atividade cromosférica semelhante.

resultando em uma reversão do perfil central. Essa reversão atinge um valor máximo e, devido às grandes altitudes, a pressão eletrônica torna-se muito baixa. Conseqüentemente, a temperatura de excitação torna-se menor que a cinética local e, por isso, a aproximação ETL falha. A função de Planck desacopla-se da função fonte e, como resultado, ocorre uma pequena absorção central situada entre os picos de emissão central. No caso do tripleto do Ca II (Figura 3.2, painel inferior), sobre a aproximação ETL, na fotosfera, onde existe uma maior densidade eletrônica, verificamos pelas asas do tripleto que a função fonte decresce suavemente com o aumento da altitude, seguindo o decréscimo da temperatura eletrônica com aumento da altitude, assim

como as linhas H & K. No centro dessas linhas espectrais, camadas atmosféricas de maior altitude são amostradas. Nelas, ocorre a predominância de processos de deposição de energia não radiativa que são representados, em um estreito intervalo de comprimento de onda, como uma leve elevação do fluxo observado. Para evidenciar a contribuição cromosférica, são mostradas as razões entre os espectros de duas estrelas com parâmetros atmosféricos similares, porém de idades consideravelmente distintas.

Pelas razões citadas acima, o tripleto do Ca II é estudado como indicador de atividade cromosférica (Linsky et al. 1979a; Foing et al. 1989; Chmielewski 2000; Busà et al. 2007) confirmando-se tanto como uma interessante alternativa tanto para estudo de cromosferas em estrelas FGKM quanto sua relação com a evolução do momento angular estelar (Krishnamurthi et al. 1998). Adicionalmente, outras características atrativas (+) e desvantajosas (-) podem ser descritas:

- + Seu menor contraste cromosférico comparado com outros indicadores clássicos como Ca II H & K e Mg II h & k tornam o tripleto do Ca II menos sensível a modulações repentinas de atividade causadas por fenômenos transientes tais como *flares* e, portanto, melhor caracterizador do nível médio de atividade estelar. Ademais, em um estreito intervalo espectral ( $\approx 200\text{\AA}$ ), incluem-se 3 indicadores cromosféricos distintos que compartilham a mesma física de formação, o que possibilita uma medida ainda mais estável do nível real de atividade cromosférica.
- + Com o advento de detectores com cada vez maior sensibilidade em regiões vermelhas do espectro, possibilitou-se o acesso às informações físicas disponíveis no espectro infravermelho que antes eram simplesmente inacessíveis. Estrelas frias KM tem distribuições de fluxo deslocadas para os maiores comprimentos de onda. Isto favorece as observações de indicadores cromosféricos situados no visível e infravermelho ( $H\alpha$  e tripleto do Ca II IRT) com um significativo aumento da razão sinal-ruído quando

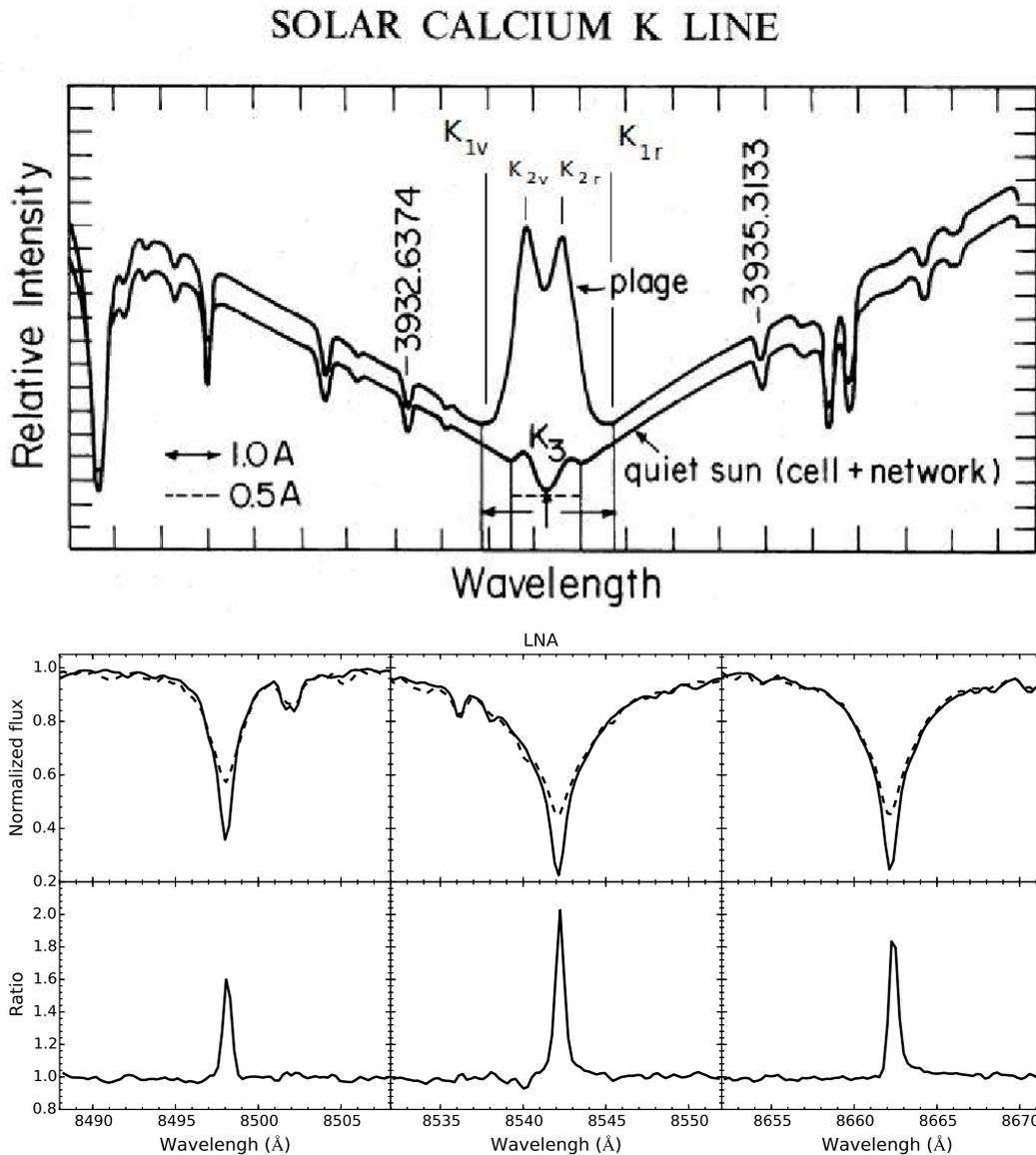


Figura 3.2: Acima: É mostrada a emissão cromosférica central na linha K do Ca II. A presença do aquecimento cromosférico torna-se evidente nos pontos de mínimos locais denominados ( $K_{1r}$  e  $K_{1v}$ ). A função fonte responde ao incremento de temperatura e eleva-se chegando simetricamente aos picos de emissão ( $K_{2r}$  e  $K_{2v}$ ). A parte mais central da linha corresponde às camadas mais externas onde a aproximação ETL falha. Figura adaptada de Rutten (1984). Abaixo: Perfil e espectro de razão do tripleto infravermelho do Ca II. Comparação entre uma estrela ativa cromosféricamente (linha tracejada) e outra inativa (linha sólida), ambas com parâmetros atmosféricos semelhantes. A diferença observada no perfil central do tripleto se deve ao preenchimento de origem cromosférica. O excesso observado nos espectros de razão (estrela ativa dividida pela inativa) corresponde à contribuição cromosférica.

comparado com aqueles indicadores presentes nas regiões azuis do espectro eletromagnético.

- Em camadas fotosféricas, sua função fonte é caracterizada pela aproximação ETL que resulta em seu decréscimo progressivo à medida em que são mapeadas camadas fotosféricas de menor temperatura eletrônica. Sendo assim, suas asas são sensíveis a parâmetros macroscópicos fundamentais como temperatura efetiva, metalicidade e gravidade superficial (em ordem de importância).
- + Além disto, estas linhas são importantes no contexto de enriquecimento Galáctico e extragaláctico (Battaglia et al. 2008; Starkenburg et al. 2010) pelo fato do cálcio ser formado no processo de captura de elementos- $\alpha$ . Sendo assim, o Ca II IRT pode ser utilizado para derivação da abundância de Ca, como um útil indicador de metalicidade. Por outro lado, o aspecto de complexidade do item anterior introduz ele mesmo um outro aspecto positivo. Estas múltiplas dependências, em princípio, tornam possíveis estimativas de temperaturas efetivas, metalicidades e gravidades superficiais, uma vez que técnicas de inversão satisfatórias sejam empregadas como no caso de Smith & Drake (1987).
- Andretta et al. (2005) argumentam que desvios nas asas do perfil do tripleto, referentes a efeitos não-ETL, são maximizados em estrelas de baixa metalicidade ( $[Fe/H] \leq -1$ ) e/ou baixa gravidade superficial (ramo das gigantes). Para aquelas semelhantes ao Sol estes desvios não ultrapassam 5%. Já o perfil central é mais sensível e pode ser afetado de forma mais drástica nas estrelas pobres em metais, atingindo desvios de ETL em  $\approx 20\%$ .
- + A distribuição teórica de fluxo no visível e infravermelho é muito melhor determinada em comparação com as regiões situadas no UV (Edvardsson 2008). Desta forma, a comparação das estimativas de fluxos observados a partir dos espectros podem ser

traduzidas em unidades físicas absolutas com um superior grau de robustez, tornando a interpretação da evolução da atividade cromosférica mais direta e melhor conectada aos princípios físicos fundamentais que regem a teoria de atmosferas estelares.

- + Como foi apontado por Dempsey et al. (1993), o contínuo em  $\lambda\lambda$  8400-8800 é menos afetado por linhas telúricas (ou totalmente isento delas) e possui uma baixa densidade de linhas fotosféricas, o que no nosso caso é uma valiosa característica por favorecer um processo de normalização do espectro mais consistente. Consequentemente, é possível derivar uma escala mais precisa de fluxos cromosféricos absolutos que, em último caso, auxilia a construção de uma relação idade-atividade mais confiável.
- Uma notória desvantagem é o baixo contraste instrumental entre a contribuição fotosférica e cromosférica quando comparado com os demais indicadores clássicos. Esta sensibilidade reduzida demanda uma análise mais cuidadosa, principalmente com estrelas mais velhas e inativas.
- + Em um futuro próximo, será possível construir uma base de dados com medidas de atividade do tripleto do Ca II ordens de grandeza superior à de MW com os espectros observados pelo *survey* RAVE (*Radial Velocity Experiment*) e a missão espacial GAIA (Perryman et al. 2001). O RAVE está coletando espectros de moderado poder resolutor ( $R = 7500$ ) na região do infravermelho próximo (8410-8795 Å) para milhares de estrelas. Como um passo inicial, a partir de toda amostra, foram separadas as estrelas extremamente ativas que apresentavam alto contraste cromosférico e as inativas pertencentes à sequência principal (Žerjal et al. 2013). Outra grande motivação para o estudo do tripleto do Ca II é o satélite espacial GAIA (Perryman et al. 2001), sucessor do Hipparcos, que foi lançado com sucesso em 2013 e fornecerá de forma inédita um mapa em 6 dimensões (posições e componentes de velocidade) da Galáxia para um bilhão de estrelas. Além dos dados astrométricos, esse

satélite construirá uma base de dados fotométrica e espectroscópica (na região do tripleto do Ca II) para  $10^8$  estrelas. Os alvos serão reaccessados em torno de 100 vezes através de uma pequena janela espectral no infravermelho próximo que compreende as três linhas do tripleto. A moderada resolução ( $R = \lambda/\Delta\lambda = 11500$ ) possibilitará, em princípio, a utilização destes espectros com intuito de derivar idades cromosféricas para milhões de estrelas na Galáxia.

Independentemente da linha espectral adotada, existem diferentes métodos empregados na construção de índices de atividade cromosférica. Os principais são: índices normalizados (Noyes et al. 1984; Andretta et al. 2005), larguras equivalentes (Busà et al. 2007; Žerjal et al. 2013) e os fluxos cromosféricos absolutos (Linsky et al. 1979b; Hall 1996). Com exceção do uso dos fluxos cromosféricos, as demais metodologias não são interpretáveis diretamente do ponto de vista físico já que não são representações ideais das perdas radiativas cromosféricas. No caso das linhas H & K do Ca II, o procedimento mais adotado na conversão dos índices normalizados  $\log(R'_{\text{HK}})$  para o sistema padrão de MW está ancorado em conversões diretas entre índices de cor e a temperatura efetiva fotométrica baseada em Johnson (1966). É sabido que estes índices de cor sofrem efeitos não desprezíveis de metalicidade, estágio evolutivo e idade dentre outros.

Além do mais, dependências intrínsecas que se manifestam nos perfis das linhas espectrais estudadas como indicadores cromosféricos são constantemente desconsideradas na literatura. Reunidos, todos estes efeitos podem adquirir grande influência na relação idade-atividade. Portanto, uma análise quantitativa destes efeitos é desejável, especialmente, em relação às estrelas inativas e, presumivelmente, mais velhas. Com estas estrelas, em especial, muito cuidado deve ser tomado uma vez que suas contribuições basais tornam-se da mesma ordem de grandeza dos níveis reais de atividade cromosférica estelar.

Da mesma forma que as linhas H & K do Ca II, todas as calibrações de fluxo absoluto do tripleto do Ca II presentes na literatura são baseadas em índices de cor (Linsky et al. 1979a; Hall 1996). De

forma geral, os mesmos vieses são esperados nestes dois indicadores. Sendo assim, a utilização pouco crítica destas calibrações pode trazer consequências indesejadas em alguns casos. É possível que os erros derivados nesse procedimento possam ser subestimados em estrelas com metalicidades e gravidades superficiais muito distintas dos valores solares.

Mostraremos ainda neste capítulo nossa tentativa de minorar estes efeitos com uma nova calibração de fluxo absoluto para o contínuo do infravermelho próximo ( $\approx \lambda\lambda$  8400-8750). **Nosso intuito é separar as dependências diretas de temperatura efetiva, gravidade e metalicidade a partir de modernos modelos teóricos de atmosferas (Gustafsson et al. 2008) que permitem o estudo detalhado da correlação entre as perdas radiativas cromosféricas do tripleto do Ca II com os parâmetros fundamentais estelares.**

### 3.1 Amostra e Redução de Dados

Realizamos um esforço observacional para aumentar a amostra inicial do tripleto do Ca II que nós dispúnhamos em 2011. Anteriormente, nossa base de dados era composta por 84 estrelas observadas com o espectrógrafo *echelle* de alta resolução ( $R = 48000$ ) e grande cobertura espectral (3560 a 9200 Å) FEROS montado no telescópio 1.52m em La Silla. Além disto, observamos 74 estrelas com o espectrógrafo Coudé montado no telescópio de 1.60m no Observatório Pico dos Dias (OPD, Brazópolis). Ao longo de novas 12 missões observacionais, coletamos dados espectroscópicos de mais 133 alvos, totalizando 246 estrelas FGK, separadas em 3 categorias. As duas primeiras foram observadas com o espectrógrafo coudé, rede de difração 600 l/mm, diferindo apenas na largura da fenda utilizada:  $250\mu$  (OPD1) e  $500\mu$  (OPD2) com poder resolutor moderado de  $R \approx 20000$  e  $12000$ , respectivamente. A terceira configuração (OPD3) é a referente ao espectrógrafo *echelle* de alta resolução MUSICOS ( $R \approx 35000$ ) que apresenta também uma extensa cobertura espectral com-

preendendo os comprimentos de onda entre 3800 e 8800Å divididos de forma não simultânea em dois braços: vermelho (5400-8800Å) e o azul (3800-5400Å). Em todas as noites de observações com o MUSICOS, descartamos as tentativas de utilizar o braço azul devido à sua baixíssima eficiência. Sendo assim, nos restringimos à utilização apenas do braço vermelho e repetimos a mesma configuração instrumental com o detector Andor *IKON L* de  $2K \times 2K$  com tamanho do pixel de  $13.5\mu$  que é otimizado para observações nos maiores comprimentos de onda disponíveis.

Com exceção da base FEROS, a redução de dados foi implementada seguindo os mesmos procedimentos e utilizando as tarefas pertencentes ao pacote IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*). Adotamos uma estratégia padrão para redução de dados. Com auxílio das tarefas *imsurfit*, *ccdproc*, *apflatten* efetuamos as correções de bias, overscan e flatfield. Em seguida, corrigimos os efeitos de luz espalhada por meio da tarefa *appscatter* e linearizamos os espectros com a tarefa *apall*. A partir da tarefa *identify*, as calibrações de comprimento de onda foram realizadas com base nos espectros das lâmpadas de ThAr que foram coletados na mesma noite das observações. Determinamos e aplicamos as correções Doppler em todos os espectros resultantes a partir das tarefas *fxcor* e *dopcor*, utilizando um espectro solar em repouso como referência. Por fim, normalizamos todos os espectros com a tarefa *continuum*. No caso dos espectros FEROS, as primeiras etapas de redução foram processadas com o pipeline MIDAS do ESO\* que retorna espectros linearizados e calibrados em comprimento de onda. Todos os passos posteriores foram implementados seguindo a mesma metodologia aplicada ao restante da nossa base de dados. A razão sinal-ruído (S/R) média de nossas observações é de  $\approx 150$  sendo que 96% de toda amostra apresenta  $S/R > 50$ .

No geral, ao longo das missões observacionais priorizamos 4 categorias de estrelas: 1) binárias com significativa separação angular ( $\geq 10''$ ) e informação prévia precisa sobre sua idade; 2) estrelas de campo

---

\*European Southern Observatory

isoladas com idades precisas; 3) estrelas com idades astrossismológicas; 4) estrelas pertencentes a grupos cinemáticos ou aglomerados abertos. A presença de estrelas nas categorias 1 e 2 é necessária dada a falta de aglomerados com idades avançadas e acessíveis aos telescópios de baixo porte como o OPD/LNA. Por se tratarem de estrelas de campo, apresentam uma alta dispersão de massas, metalicidades, estágios evolutivos e idade, o que as torna interessantes na investigação da evolução da atividade cromosférica em função de parâmetros além da idade estelar. Como vimos no capítulo 2, é bastante improvável encontrar estrelas de campo de uma massa solar mais jovens que 5 Gano que sejam isoladas e, além disto, apresentem estimativas de idades isocronais com erros relativos baixos. Na categoria 4, incluímos observações dos aglomerados abertos mais próximos como Híades e Plêiades e grupos cinemáticos jovens como Tuc-Hor, Castor e grupo Ursa Maior (GUMa).

Para que seja possível determinar uma escala de fluxos absolutos cromosféricos de forma precisa, é necessário possuir medidas de  $T_{\text{ef}}$  espectroscópicas confiáveis para o maior número possível de estrelas observadas. Sendo assim, em paralelo, reunimos à nossa análise uma grande amostra de referência com 250 estrelas FGK estudadas em Lyra & Porto de Mello (2005), Dutra-Ferreira (2010)<sup>†</sup> e Lorenzo-Oliveira et al. (2016a) que engloba grande parte de nossas observações na região do Ca II IRT (73%). Assim como boa parte de nossa amostra no infravermelho próximo, os espectros foram obtidos utilizando o espectrógrafo coudé montado no telescópio de 1.6m no OPD. Ao longo de 14 anos de observações, não foi possível manter a mesma configuração instrumental, desta forma três CCDs diferentes foram utilizados para aquisição dos dados:  $2048 \times 4608$ ,  $2048 \times 2048$  e  $1024 \times 1024$  pixels com tamanhos de pixels de  $13\mu\text{m}$ ,  $13\mu\text{m}$  e  $24\mu\text{m}$ , respectivamente. Foi adotado uma rede de difração de 1800l/mm com fenda de  $250\mu\text{m}$  centrada em  $6563\text{\AA}$  retornando uma resolução espectral de 45000 para o CCD de 4608 pixels e 20000 para os restantes. A razão sinal-ruído típica desta amostra é de 180, onde 90%

---

<sup>†</sup>Dissertação de Mestrado defendida pela aluna Letícia Dutra Ferreira

dela apresenta  $S/N > 100$ .

As  $T_{\text{ef}}$  espectroscópicas foram determinadas por meio da comparação entre o perfil fotosférico observado e o teórico predito para a linha  $H\alpha$ . Os procedimentos implementados nesta tarefa são descritos em detalhes por Lyra & Porto de Mello (2005), portanto, aqui apenas descrevemos os aspectos essenciais desta técnica. As asas da linha  $H\alpha$  são reconhecidas como indicador clássico de  $T_{\text{ef}}$ , sendo este majoritariamente sensível a pequenas mudanças em  $T_{\text{ef}}$  na atmosfera estelar. Além disto, este indicador apresenta fraca correlação com as demais variáveis como gravidade superficial, metalicidade, velocidade de microturbulência e efeitos não-ETL. Por outro lado, devido ao fato de ser uma transição proeminente no espectro de estrelas de tipo solar, ela ocupa um intervalo espectral considerável, demandando cuidado no procedimento de normalização. Neste ponto, a determinação de  $T_{\text{ef}}$  a partir de espectros *echelle* torna-se prejudicada, já que a normalização necessita ser consistente também ao longo das ordens espectrais adjacentes (Ramírez et al. 2014; Barklem et al. 2002). Então, como nossas observações da base OPD em  $H\alpha$  são de ordem única e apresentam grande cobertura espectral, este procedimento pôde ser feito ao redor do perfil de  $H\alpha$  de forma precisa e homogênea.

As metalicidades estelares foram compiladas de diferentes fontes da literatura. Para ampliarmos a consistência interna de nossa análise, aplicamos correções de ponto zero nas  $[\text{Fe}/\text{H}]$  compiladas, adotando nossa escala de  $T_{\text{ef}}(H\alpha)$  como âncora. Para cada valor de  $[\text{Fe}/\text{H}]$  e  $T_{\text{ef}}$  compilado da literatura realizamos a transformação:

$$\frac{\Delta[\text{Fe}/\text{H}]}{\Delta T_{\text{ef}}} = -0.06 \text{ dex}/100 \text{ K}, \quad (3.1)$$

onde  $\Delta T_{\text{ef}}$  é a diferença entre o valor de  $T_{\text{ef}}$  da literatura e o de  $T_{\text{ef}}(H\alpha)$ . Os valores de  $[\text{Fe}/\text{H}]^{\text{lit}}$  foram corrigidos de  $\Delta[\text{Fe}/\text{H}]$ , homogeneizando a escala de metalicidades. Em paralelo, compilamos dos catálogos Olsen (Olsen 1983, 1993, 1994) e HIPPARCOS (van Leeuwen 2007) os índices de cor ( $B - V$ ), ( $B_T - V_T$ ) e ( $b - y$ ). Todos índices ( $b - y$ ) foram convertidos para mesma escala de acordo com os procedimentos descritos em Olsen (1993). De posse das  $[\text{Fe}/\text{H}]$  cor-

rigidas pela eq. 3.1 e fotometria, calculamos as  $T_{\text{ef}}$  fotométricas utilizando as calibrações de Porto de Mello et al. (2014). Os valores finais de  $T_{\text{ef}}$  para as estrelas presentes na amostra  $H\alpha$  foram obtidos a partir da média direta entre  $T_{\text{ef}}(H\alpha)$  e  $T_{\text{ef}}(\text{Fotométrica})$ . Os erros envolvidos neste processo são de 50 K e 0.07 dex para  $T_{\text{ef}}$  e  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , respectivamente. 27% das estrelas observadas não possuíam estimativas prévias de  $T_{\text{ef}}(H\alpha)$ , então, com base no valores compilados de  $[\text{Fe}/\text{H}]^{\text{lit}}$ , recalculamos as  $T_{\text{ef}}(\text{Fotométricas})$  (Porto de Mello et al. 2014) e comparamos com as  $T_{\text{ef}}^{\text{lit}}$ . Aplicamos a correção de metalicidade da eq. 3.1 iterativamente recalculando novos valores de  $T_{\text{ef}}$  até que atingíssemos a convergência em metalicidade dentro de 0.01 dex. A  $T_{\text{ef}}$  adotado neste caso, é a média entre as estimativas fotométricas resultantes. As incertezas finais neste processo são de 80 K e 0.07 dex em  $T_{\text{ef}}$  e  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , respectivamente.

A partir das paralaxes trigonométricas do HIPPARCOS (van Leeuwen 2007), e as estimativas de  $T_{\text{ef}}$  e  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , nós calculamos as correções bolométricas (Flower 1996) e luminosidades estelares. Estimamos as massas, gravidades superficiais, idades isocronais dentre outros parâmetros utilizando os procedimentos descritos no capítulo 2. Na Figura 3.3 temos os histogramas de massas, temperaturas efetivas, gravidades e metalicidades. Disponibilizamos na Tabela A.1 do apêndice A as  $T_{\text{ef}}$  e  $[\text{Fe}/\text{H}]$  adotadas nesta seção para cada estrela de nossa amostra, juntamente com suas respectivas referências. Os parâmetros evolutivos de interesse estão listados na Tabela A.2.

## 3.2 Fluxos Absolutos Cromosféricos

Um procedimento importante em nossa análise é o cálculo do fluxo emergente proveniente da estrela observada cuja escala relativa é normalizada pelo pseudo-contínuo em todos os espectros. Então, não temos acesso observacional direto às perdas radiativas das atmosferas estelares. Nós então podemos relacionar os fluxos observados  $f$  e intrínsecos  $\mathcal{F}$  de uma estrela em uma dada região espectral ( $\Delta\lambda$ ) pela relação:

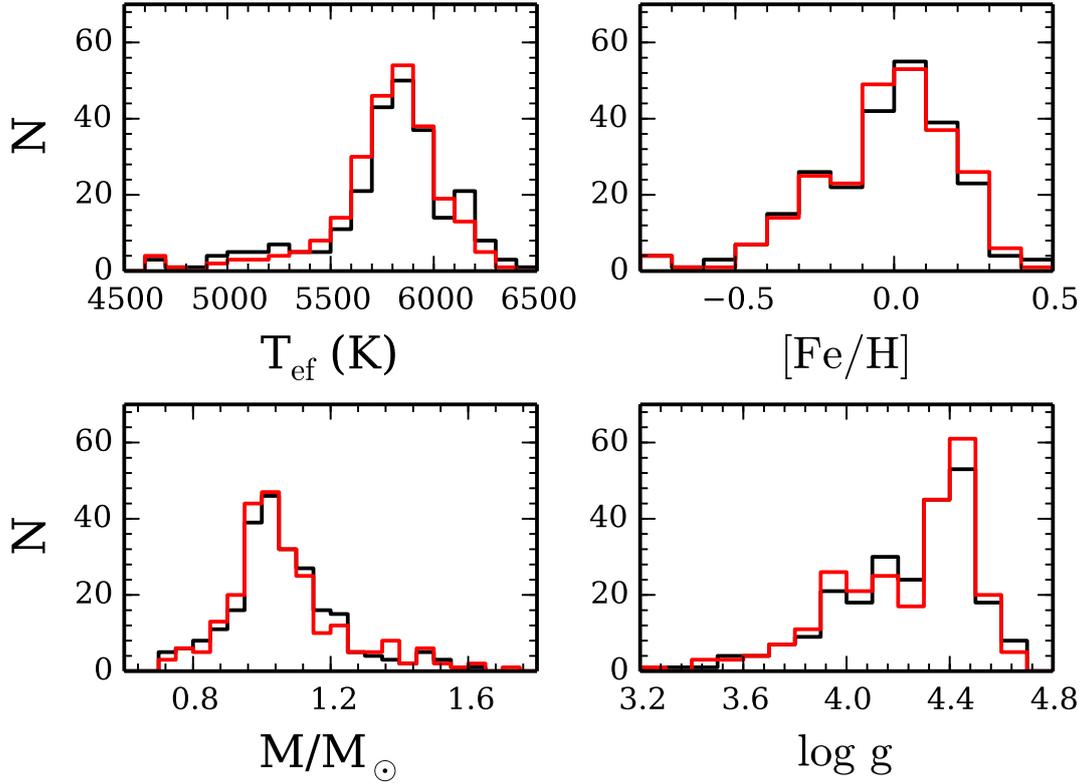


Figura 3.3: Distribuições de  $T_{\text{ef}}$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , massa e  $\log(g)$  das amostras com espectros de  $\text{H}\alpha$  (linhas sólidas vermelhas) e apenas com espectros do  $\text{Ca II IRT}$  (linhas sólidas pretas).

$$\mathcal{F}_L(\Delta\lambda_L) = \frac{f_L(\Delta\lambda_L)}{f_C(\Delta\lambda_C)} \mathcal{F}_C(\Delta\lambda_C), \quad (3.2)$$

onde:

$$\mathcal{F}_C(\Delta\lambda_C) = \bar{F} \Delta\lambda_C. \quad (3.3)$$

Definimos  $f(\Delta\lambda)$  e  $\mathcal{F}(\Delta\lambda)$  como, respectivamente, os fluxos dos espectros observados e os teóricos integrados ao longo do intervalo espectral  $\Delta\lambda$ . Denotamos os índices  $L$  para tratarmos da linha espectral e  $C$  para região de contínuo. A partir das medidas de fluxo médio absoluto teórico do contínuo estelar representado por  $\bar{F}$ , estimamos  $\mathcal{F}_C$  a partir da equação 3.3. A eq. 3.2 é importante para nossa análise uma vez que ela se relaciona diretamente aos fluxos absolutos no centro de uma linha espectral  $\mathcal{F}_L$  por meio de uma fator de escala empírico dado pela razão entre os fluxos observados ( $\frac{f_L(\Delta\lambda_L)}{f_C(\Delta\lambda_C)}$ ) que é multiplicado pelo fluxo absoluto teórico referente ao contínuo

estelar ( $\mathcal{F}_C(\Delta\lambda_C)$ ). Assim, evitamos dificuldades teóricas que advêm da complexa modelagem de efeitos não-ETL que estão reconhecidamente presentes no centro de linhas espectrais intensas como o Ca II IRT (Andretta et al. 2005), deixando apenas o fluxo absoluto no contínuo estelar como variável a ser estimada por modelos ETL. O fator de escala é escolhido observacionalmente a partir dos espectros e é uma função da resolução espectral.

### 3.2.1 Modelos Atmosféricos NMARCS

Calculamos os fluxos absolutos teóricos no contínuo estelar utilizando modelos ETL 1D NMARCS (Gustafsson et al. 2008) que adotam equilíbrio hidrostático e atmosfera plano-paralela. Os modelos apresentam um poder resolutor constante ao longo de um amplo intervalo espectral ( $R = \lambda/\Delta\lambda = 20000$ ,  $900 \text{ \AA}$  a  $20000 \text{ \AA}$ ) compatível com nossas observações.

Baseados no Atlas de Fluxo Solar de Kurucz et al. (1984), identificamos 5 regiões de referência para o pseudo-contínuo. Listamos os intervalos selecionados na Tabela 3.2. Como exemplo, mostramos a figura o espectro teórico 3.4 para um estrela de tipo solar ( $T_{\text{ef}} = 5500 \text{ K}$ ,  $\log g = 4.4$  e  $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.0 \text{ dex}$ ), identificando os comprimentos de onda centrais das regiões de referência por linhas sólidas verticais.

Região de Referência (RR)	$\Delta\lambda$ ( $\text{\AA}$ )
RR <sub>1</sub>	8507.50-8509.00
RR <sub>2</sub>	8577.50-8581.00
RR <sub>3</sub>	8577.50-8578.50
RR <sub>4</sub>	8617.00-8618.50
RR <sub>5</sub>	8619.70-8621.00

Tabela 3.2: As regiões de referência de contínuo RR selecionados para o cálculo dos fluxos absolutos totais.

Os modelos teóricos compreendem um domínio de parâmetros extenso:  $T_{\text{ef}}$  entre  $4500 \text{ K}$  e  $6500 \text{ K}$  (passo de  $250 \text{ K}$ ); gravidades superficiais (unidades cgs) entre  $3.0$  e  $5.0 \text{ dex}$  com passo de  $0.5 \text{ dex}$ ;

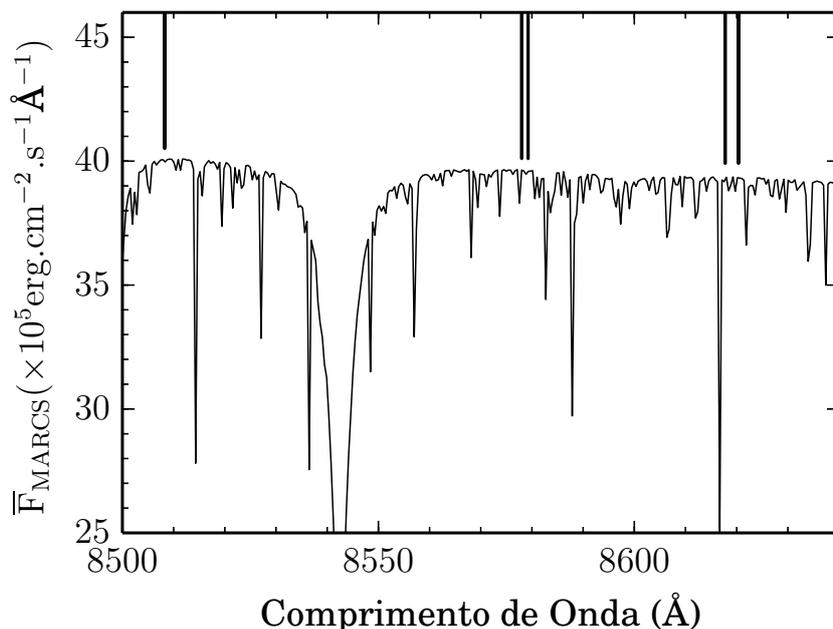


Figura 3.4: Distribuição teórica de fluxo para uma estrela mais fria que o Sol ( $T_{\text{ef}} = 5500$  K,  $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.0$  e  $\log(g) = 4.4$  dex). As linhas verticais indicam os comprimentos de onda centrais adotados para as RR. A maior transição visível na figura trata-se da linha T2 em  $\lambda 8542$ .

e  $[\text{Fe}/\text{H}]$  entre  $-1.0$  e  $+0.5$  dex em passos de  $0.25$  dex. Para cada uma das regiões de referência RR, interpolamos os fluxos  $\bar{F}$  para valores específicos de  $T_{\text{ef}}$ ,  $\log(g)$  and  $[\text{Fe}/\text{H}]$ .

### 3.2.2 Calibração de Fluxo Absoluto: $\bar{F}$

Em seguida, derivamos uma calibração que possibilita calcular o fluxo absoluto no contínuo estelar das estrelas da amostra, para cada região de referência, como uma função dos parâmetros atmosféricos  $T_{\text{ef}}$ ,  $\log(g)$  e  $[\text{Fe}/\text{H}]$ . Vários testes de consistência com modelos regressivos indicaram que a aproximação de ordem cúbica é aquela que preserva tanto a distribuição normal dos resíduos quanto sua correlação nula com os fluxos teóricos, resultando assim em estimativas não enviesadas dos coeficientes regressivos. O modelo regressivo adotado

é dado por:

$$\begin{aligned}
\overline{F}(x, y, z) = & \beta_0 + \beta_1 x + \beta_2 y + \beta_3 z + \beta_4 xy + \beta_5 xz \\
& + \beta_6 yz + \beta_7 x^2 + \beta_8 y^2 + \beta_9 z^2 + \beta_{10} x^2 y \\
& + \beta_{11} x^2 z + \beta_{12} y^2 x + \beta_{13} y^2 z + \beta_{14} z^2 x \\
& + \beta_{15} z^2 y + \beta_{16} xyz + \beta_{17} x^3 \\
& + \beta_{18} y^3 + \beta_{19} z^3,
\end{aligned} \tag{3.4}$$

onde  $x = T_{\text{ef}} / 5777$ ,  $y = \log g$ ,  $z = [\text{Fe}/\text{H}]$  e  $\overline{F}(x, y, z)$  está em unidades de  $\times 10^5 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$ .

Para derivarmos os modelos finais que serão utilizados neste trabalho, adotamos uma técnica de seleção de variáveis denominada *regressão Stepwise*. Discussões detalhadas sobre este procedimento podem ser encontradas em Lorenzo-Oliveira (2011) ou Ghezzi et al. (2014a), e aqui nós apenas disponibilizaremos os aspectos essenciais desta técnica. Para cada região de referência, inicialmente, ajustamos o modelo da forma dada na eq. 3.4 e testamos iterativamente a significância estatística de cada termo, de acordo com sua hierarquia, começando da ordem mais alta. Então, removemos apenas os termos que resultassem em um decréscimo do erro do ajuste ( $\sigma_{\text{FIT}}$ ) anterior e do índice BIC (Critério Bayesiano de Informação, Kass & Raftery (1995)). As iterações continuam até que não haja mais possibilidade de novas remoções, resultando nos modelos regressivos reduzidos finais que apresentam melhor capacidade preditiva que os completos utilizados no início das iterações. Disponibilizamos na Tabela 3.3 toda informação relevante sobre os modelos regressivos para cada região de referência. Vemos que em todas as RR com variáveis removidas, o  $\Delta\text{BIC}$  situa-se entre 4.7 e 15.9 indicando que os modelos reduzidos são mais adequados que o completos (Kass & Raftery 1995). Na Figura 3.5, mostramos a distribuição de resíduos para RR1. Os erros típicos de ajuste são de  $0.05 \times 10^5 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$ , 2 ordens de grandeza inferiores aos fornecidos pelas calibrações de fluxo da literatura.

Encontramos que a  $T_{\text{ef}}$  é a maior responsável pela variância do fluxo absoluto no contínuo estelar ( $\approx 90\%$ ), como esperado, então

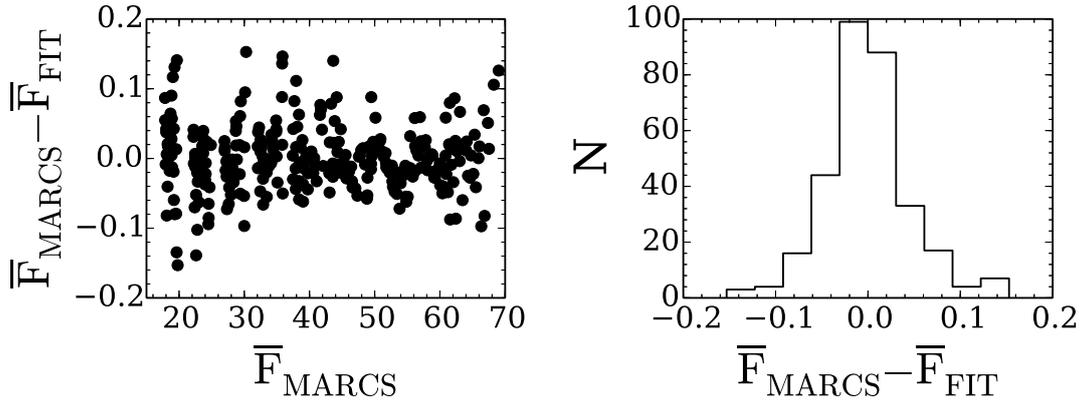


Figura 3.5: Distribuição (painel esquerdo) e histograma (painel direito) dos resíduos de RR1. *Painel esquerdo:* As diferenças entre os fluxos teóricos N<sub>MARCS</sub> e o fluxos estimados por nossos modelos regressivos em função dos fluxos teóricos N<sub>MARCS</sub>. *Painel direito:* A distribuição dos resíduos do painel esquerdo. Os fluxos absolutos são dados em unidades de  $10^5 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$ .

Tabela 3.3: Coeficientes dos modelos regressivos reduzidos. Primeira e segunda colunas são os coeficientes regressivos e informação adicional sobre a primeira coluna. As colunas restantes mostram, para cada RR, os valores dos respectivos coeficientes descritos na primeira e segunda colunas (seguindo Eq. 3.4). Respectivamente, as 4 últimas linhas são: erros de ajuste em unidades de  $10^5 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$ , coeficiente de correlação múltipla  $R^2$ , diferença de BIC entre os modelos completos e reduzidos e variáveis removidas ao longo das regressões *Stepwise*. Os percentuais mostrados juntamente com os erros de ajuste referem-se à sua fração em comparação com o fluxo cromosférico solar típico derivado na seção 3.4.  $RR_3$  não sofreu qualquer remoção, razão pela qual sua diferença de BIC é nula.

$\beta$	Informação	RR1	RR2	RR3	RR4	RR5
$\beta_0$	intercept	39.211	46.545	45.791	38.112	43.060
$\beta_1$	$T_{\text{eff}}$	-214.985	-215.697	-219.870	-200.457	-197.401
$\beta_2$	$\log g$	4.350	-0.195	0.518	0.591	-2.013
$\beta_3$	[Fe/H]	-0.444	0.964	-3.285	-6.774	-1.320
$\beta_4$	$T_{\text{eff}} \log g$	-12.713	7.492	6.000	3.889	8.912
$\beta_5$	$T_{\text{eff}} [\text{Fe}/\text{H}]$	5.651	-2.778	5.654	9.476	3.672
$\beta_6$	$\log g [\text{Fe}/\text{H}]$	-2.035	-1.044	-1.049	-0.715	-1.287
$\beta_7$	$T_{\text{eff}}^2$	325.152	274.256	285.581	272.625	253.623
$\beta_8$	$\log^2 g$	-0.003	-0.972	-0.979	-0.705	-0.692
$\beta_9$	$[\text{Fe}/\text{H}]^2$	-0.832	-1.151	-1.688	-2.791	-1.022
$\beta_{10}$	$T_{\text{eff}}^2 \log g$	7.427	-8.709	-8.170	-6.970	-9.380
$\beta_{11}$	$T_{\text{eff}}^2 [\text{Fe}/\text{H}]$	-3.282	4.068	0.963	0.000	1.359
$\beta_{12}$	$T_{\text{eff}} \log^2 g$	0.170	1.050	1.082	1.025	1.005
$\beta_{13}$	$\log g^2 [\text{Fe}/\text{H}]$	-0.057	-0.040	-0.033	-0.025	-0.030
$\beta_{14}$	$T_{\text{eff}} [\text{Fe}/\text{H}]^2$	1.805	1.804	3.009	3.339	2.656
$\beta_{15}$	$\log g [\text{Fe}/\text{H}]^2$	0.000	0.000	-0.062	0.000	-0.102
$\beta_{16}$	$T_{\text{eff}} \log g [\text{Fe}/\text{H}]$	2.698	1.470	1.297	0.976	1.455
$\beta_{17}$	$T_{\text{eff}}^3$	-101.789	-56.074	-61.606	-59.915	-48.618
$\beta_{18}$	$\log^3 g$	0.000	0.019	0.018	0.000	0.000
$\beta_{19}$	$[\text{Fe}/\text{H}]^3$	0.116	0.000	0.143	-0.117	0.220
$\sigma_{\text{FIT}}$	-	0.048(0.8%)	0.059(1.0%)	0.065(1.1%)	0.073(1.2%)	0.068(1.2%)
$R^2$	-	1.0	1.0	1.0	1.0	1.0
$\Delta BIC$	-	11.2	11.1	0.0	15.9	4.7
Removidos	-	$\beta_{18}, \beta_{15}$	$\beta_{19}, \beta_{15}$	-	$\beta_{18}, \beta_{15}, \beta_{11}$	$\beta_{18}$

transferindo para todos os termos que a inclua uma alta significância estatística nos modelos regressivos. As outras variáveis ( $\log(g)$  e  $[\text{Fe}/\text{H}]$ ) combinadas respondem por  $\approx 10\%$ . Na Figura 3.6, mostramos o impacto das incertezas observacionais na distribuição dos fluxos absolutos,  $\overline{F}_C$  ( $T_{\text{eff}}$ ,  $\log g$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}]$ ). Geramos  $10^4$  simulações de Monte Carlo para  $\overline{F}_C$  considerando uma distribuição Gaussiana de erros nos parâmetros atmosféricos ( $\sigma_{T_{\text{eff}}} = 50$  K,  $\sigma_{\log g} = 0.1$  dex,  $\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]} = 0.07$  dex). O desvio-padrão típico ( $\sigma_{\text{parameters}}$ ) encontrado foi de  $1.3 \times 10^5$  erg cm $^{-2}$  s $^{-1}$  Å $^{-1}$  ( $\approx 30\%$  do fluxo cromosférico solar). Como a  $T_{\text{eff}}$  é a variável que controla a maior parte da variância de  $\overline{F}_C$ , maiores temperaturas significam maiores fluxos totais no Ca II IRT, independentemente do nível intrínseco de atividade cromosférica. Esperamos que essa correlação residual seja mitigada após uma correção fotosférica adequada, como discutiremos em detalhes adiante nas seções 3.4 e 3.5.

### 3.3 Fluxos Absolutos Totais: $\mathcal{F}_L(\Delta\lambda_L)$

Retornando à eq. 3.2, calculamos o termo  $\frac{f_L(\Delta\lambda_L)}{f_C(\Delta\lambda_C)}$  utilizando integrações numéricas deixando a largura do intervalo espectral ao redor de cada indicador cromosférico ( $\Delta\lambda_L$ ) como quantidade a ser determinada. Avaliamos o contraste cromosférico como a razão de fluxo absoluto total  $\mathcal{F}_L$  entre pares compostos por estrelas jovens e velhas com parâmetros atmosféricos semelhantes. Assim, comparamos estes contrastes ao longo de um extenso intervalo de  $\Delta\lambda_L$  (entre 0.8 Å e 4.0 Å, com passo de 0.05 Å). Detectamos que para  $\Delta\lambda_L = 2.0$  Å ocorre uma saturação na inclusão da componente cromosférica. Em outras palavras, ao aumentarmos a largura de integração ao redor dos perfis dos indicadores, o contraste cromosférico entre os pares permanecia aproximadamente constante em acordo com Linsky et al. (1979a). Sendo assim, arbitramos este intervalo como o mais indicado para a análise da atividade cromosférica de nossas estrelas<sup>‡</sup>. No caso

<sup>‡</sup>Caso o leitor esteja interessado em detalhes sobre os testes realizados para determinarmos  $\Delta\lambda_L$ , referenciamos Lorenzo-Oliveira et al. (2016a).

dos espectros Coudé, por apresentarem menor resolução espectral, foi necessário considerar  $\Delta\lambda_L = 2.2 \text{ \AA}$ . Definimos daqui por diante:

$$\mathcal{F}_L = \mathcal{F}_L(\Delta\lambda_L = 2.0 \text{ \AA}) \quad (3.5)$$

para os espectros FEROS e MUSICOS e

$$\mathcal{F}_L = \mathcal{F}_L(\Delta\lambda_L = 2.2 \text{ \AA}) \quad (3.6)$$

para os espectros Coudé. Em seguida,  $\mathcal{F}_L$  pôde ser calculado para toda nossa base de espectros a partir das equações 3.2, 3.4 e dados fornecidos pela Tabela 3.3. Para cada espectro analisado, efetuamos a média aritmética das 5 estimativas de  $\mathcal{F}_L$  fornecidas por cada RR, gerando  $\langle\mathcal{F}_L\rangle$ . Verificamos baixas dispersões entre as múltiplas medidas de  $\mathcal{F}_L$  em cada espectro ( $\approx 0.4 \pm 0.15\%$ ), reforçando a precisão

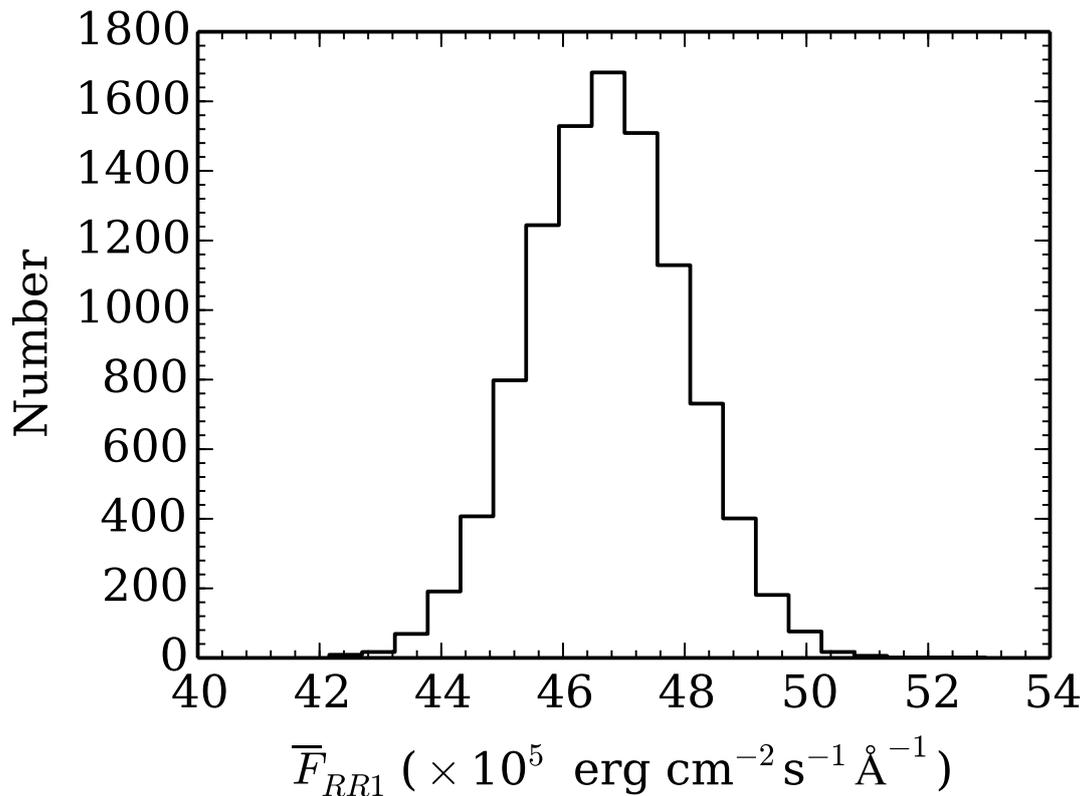


Figura 3.6: O impacto dos erros dos parâmetros atmosféricos de 50 K, 0.07 dex e 0.1 dex em  $T_{\text{ef}}$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}]$  e  $\log(g)$ , respectivamente, nas previsões de fluxo absoluto do contínuo na RR1 cujo erro típico é de  $1.3 \times 10^5 \text{ erg/cm}^2\text{s}^{-1}$ .

de nossos procedimentos de normalização e cálculo dos fluxos absolutos. Por efeitos de simplificação, definimos daqui por diante,  $\mathcal{F}_L \equiv \langle \mathcal{F}_L \rangle$ .

Como possuímos em nossa amostra espectros de perfis instrumentais distintos, foi necessário converter os fluxos absolutos totais para uma escala adequada. É desejável que a consistência desta análise seja mantida em comparação com trabalhos anteriores, portanto preferimos seguir os procedimentos adotados em Lorenzo-Oliveira et al. (2016a) que definiu a base FEROS como âncora calibradora para as linhas T1 e T3 e, para linha T2, a base OPD1. Aplicamos uma correção da forma:

$$\mathcal{F}_L^I = a_0 \mathcal{F}_L^{II} + a_1, \quad (3.7)$$

onde o expoente  $I$  refere-se à amostra calibradora e  $II$  é representado pelas demais amostras que serão convertidas. Apresentamos na Tabela 3.4 os valores dos coeficientes regressivos envolvidos nesta tarefa. Atingimos erros típicos de  $\approx 0.6 \times 10^5 \text{ erg.cm}^{-2}\text{s}^{-1}$  ( $\leq 1\%$  de  $\mathcal{F}_L$ ) nessa conversão.

$I-II$	Indicador	$a$	$b$	$\sigma_{\text{conv.}}$	$R^2$	N
OPD1 - FEROS	T1	0.875	0.331	0.45	0.997	45
OPD1 - FEROS	T3	0.873	-0.507	0.54	0.995	49
OPD2 - FEROS	T1	0.859	0.795	0.51	0.996	25
OPD2 - FEROS	T3	0.868	-0.710	0.57	0.994	25
OPD3 - FEROS	T1	0.998	0.481	0.71	0.99	25
OPD3 - FEROS	T3	1.039	-1.169	0.60	0.991	24
OPD2 - OPD1	T2	0.964	0.875	0.68	0.991	21
OPD3 - OPD1	T2	1.111	2.483	0.58	0.996	19

Tabela 3.4: Coeficientes utilizados para conversão dos fluxos absolutos totais à uma escala comum. A linha T2 da base FEROS situa-se entre as ordens *echelle* e, por isso, foi desconsiderada da análise. N refere-se a quantidade de estrelas utilizadas no ajuste. Os erros  $\sigma_{\text{conv.}}$  são dados em unidades de  $10^5 \text{ erg cm}^{-2}\text{s}^{-1}$ . Na última coluna, temos a quantidade de estrelas utilizadas na conversão.

### 3.4 Correção Fotosférica

Dentro do intervalo espectral aproximadamente de  $2 \text{ \AA}$  sabemos que nem todo o fluxo absoluto total medido deve ser puramente de origem cromosférica. A maior dificuldade na tarefa de determinarmos o nível de atividade estelar reside no fato de que o fluxo de origem fotosférica é uma ou duas ordens de grandeza superior às perdas radiativas cromosféricas (Hartmann et al. 1984; Rutten & Schrijver 1987; Lyra & Porto de Mello 2005). Sendo assim, para contornarmos a influência fotosférica devemos considerar a maior quantidade de informações disponíveis. No caso do Ca II IRT, sabemos que seu perfil fotosférico depende não apenas da  $T_{\text{ef}}$ , como também, principalmente, da metalicidade estelar. Considerando os demais parâmetros fixos, estrelas pobres em metais tendem a possuir menor abundância de Ca que se refletiria em um perfil menos profundo do Ca II IRT. Isto poderia emular um nível de atividade superior ao ser comparado com outras estrelas mais ricas em metais e mesma idade (Rocha-Pinto & Maciel 1998b; Busà et al. 2007). Combinado com este efeito, deve-se considerar também a influência adicional da  $[\text{Fe}/\text{H}]$  e  $T_{\text{ef}}$  no fluxo relativo ao contínuo estelar. Calibrações fotométricas de fluxo apresentam degenerescências com a  $[\text{Fe}/\text{H}]$  estelar, uma vez que diferentes combinações desta variável com a  $T_{\text{ef}}$  podem representar o mesmo valor de índice de cor. Sendo assim, temos um quadro de crescente complexidade que nos conduz à adoção de medidas que minimizem a interdependência dos fluxos absolutos totais com  $T_{\text{ef}}$  e  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , possibilitando uma estimativa mais realista da componente cromosférica.

Para a tarefa de subtração da componente fotosférica, adotaremos 2 passos. O primeiro trata-se da correção clássica utilizando as estrelas mais inativas dentro de um extenso domínio de  $T_{\text{ef}}$  (Linsky et al. 1979a; Wilson 1968). Esta subamostra de estrelas define o limite inferior de atividade detectável para um valor específico de  $T_{\text{ef}}$ . A componente cromosférica é obtida a partir da diferença entre o fluxo absoluto total da estrela e seu valor de correção fotosférica

correspondente:

$$\mathcal{F}'_L \equiv \mathcal{F}_L - \mathcal{F}_{T_{\text{ef}}}^{\text{min}}, \quad (3.8)$$

onde

$$\mathcal{F}'_L = \mathcal{F}_L - (a_0 + a_1 \cdot X + a_2 \cdot X^2 + a_3 \cdot X^3). \quad (3.9)$$

Definimos  $X \equiv T_{\text{ef}} / 5777$ . Na Tabela 3.5, listamos os coeficientes da equação 3.9 calculados para as três linhas do Ca II IRT.

Ca II IRT	$a_0$	$a_1$	$a_2$	$a_3$
8498	-950.068	3026.920	-3234.443	1210.148
8542	-264.237	747.373	-724.520	284.872
8662	7.988	-29.157	-7.479	67.503

Tabela 3.5: Coeficientes regressivos utilizados para subtração da componente térmica dos fluxos absolutos totais.

Na Figura 3.7, confirmamos visualmente a forte correlação entre  $\mathcal{F}_L$  e  $T_{\text{ef}}$ , com as estrelas subgigantes delimitando um envoltório mínimo de atividade, o que já era esperado dado o cenário de evolução rotacional desta classe de estrelas (do Nascimento et al. 2003)<sup>§</sup>

Adicionalmente, vimos que o envoltório inferior é definido majoritariamente pelas estrelas mais ricas em metais, o que indica uma dependência residual da  $[\text{Fe}/\text{H}]$ . Ainda assim, poderíamos definir o nível de atividade cromosférica como está descrito na equação 3.8, porém, em trabalhos anteriores (Lorenzo-Oliveira 2011), foi verificado que o viés de  $[\text{Fe}/\text{H}]$  nas estimativas de  $\mathcal{F}'$  se traduz em consideráveis incertezas na construção das calibrações de idade. Vimos que os erros em idades cromosféricas derivadas por este método podem chegar a mais de 5 Gano, no caso de estrelas com metalicidades consideravelmente diferentes das solares. Este comportamento nos levou à adoção de correções destes vieses adicionando a  $[\text{Fe}/\text{H}]$  às calibrações

<sup>§</sup>Identificamos que as duas estrelas posicionadas abaixo do envoltório mínimo de atividade cromosférica (HD 36553 e HD 197963) são ricas em metais ( $[\text{Fe}/\text{H}] > 0.1$  dex), evoluídas ( $\log(g) < 4$ ) e apresentam massas significativamente maiores que o restante de nossa amostra ( $M \approx 1.6 M_{\odot}$ ). Sendo assim, estas estrelas não se constituem como alvos representativos em nossa amostra de estudo.

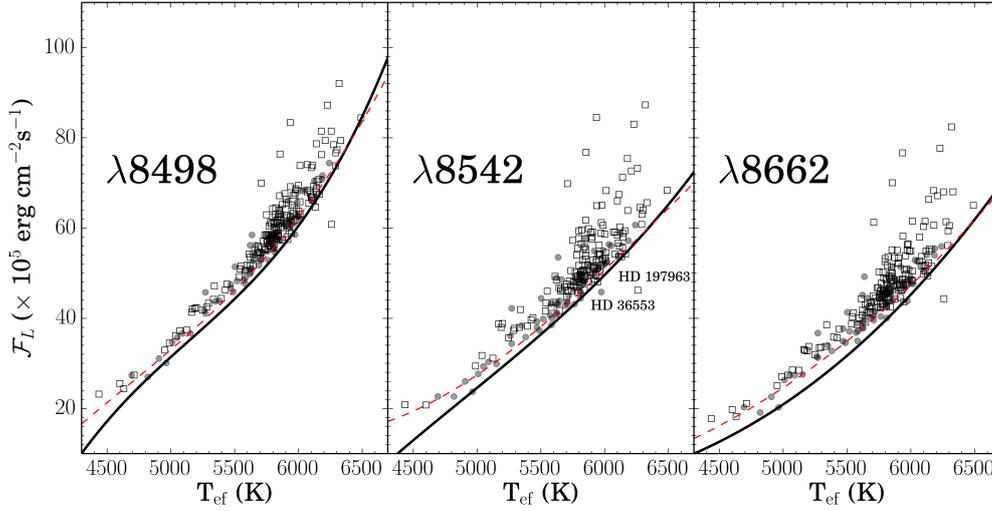


Figura 3.7: Relações entre fluxos absolutos totais e  $T_{\text{ef}}$  são mostradas para anãs (quadrados abertos) e subgigantes (círculos cinzas). A linha sólida preta é o ajuste de nível mínimo de atividade cromosférica representado pelas subgigantes menos ativas da nossa amostra. Em linhas tracejadas vermelhas, mostramos a correção fotosférica baseada em 113 estrelas FGK de Lorenzo-Oliveira et al. (2016a). A HD 36553 e HD 197963 são as únicas estrelas situadas abaixo do ajuste. Os painéis estão divididos para as três linhas do Ca II IRT. Painéis da esquerda e do meio mostram as linhas T1 e T2, respectivamente. No painel da direita, temos a linha T3.

de idades cromosféricas concomitantemente ao fluxo cromosférico  $\mathcal{F}'$  e massa estelares:

$$\mathcal{F}' \equiv \mathcal{F}'(\text{Idade}, [\text{Fe}/\text{H}], M/M_{\odot}). \quad (3.10)$$

Devemos enfatizar que este procedimento baseia-se na premissa de que a componente fotosférica possa ser separada do sinal cromosférico e, assim, decomposta em funções separáveis dependentes cada uma de um único parâmetro. No caso que descrevemos acima, temos a dependência separável da  $T_{\text{ef}}$  e, adiante, discutiremos uma correção fotosférica de segunda ordem, referente à composição química estelar. Estamos cientes de que ao utilizarmos a equação 3.8, propagaremos o viés de metalicidade para a relação idade-atividade. Além disto, caso as âncoras de fluxo mínimo utilizadas possuam metalicidades muito discrepantes entre si, a influência original desta variável em  $\mathcal{F}'$  pode ser potencializada, tornando complicada sua contabilização posterior nas calibrações de idade (equação 3.10). Em outras palavras, isto

significa que é preferível aplicar esta correção unidimensional em estrelas de metalicidades semelhantes entre si. Verificamos em nossa amostra atual que a metalicidade média das estrelas que definem o envoltório inferior de atividade é de  $+0.13 \pm 0.2$ ,  $+0.28 \pm 0.1$ ,  $+0.28 \pm 0.1$  dex para T1, T2 e T3, respectivamente. Sendo assim, utilizaremos como segundo passo na determinação dos fluxos cromosféricos, uma nova correção empírica de  $[\text{Fe}/\text{H}]$  dada por:

$$\mathcal{F}'' \equiv \mathcal{F}'_L - \mathcal{F}_{[\text{Fe}/\text{H}]}^{\text{min}}, \quad (3.11)$$

onde, para  $\mathcal{F}'' \geq \mathcal{F}'_L$ ,

$$\mathcal{F}'' = \mathcal{F}'_L - (b_0 + b_1 \cdot [\text{Fe}/\text{H}] + b_2 \cdot [\text{Fe}/\text{H}]^2). \quad (3.12)$$

Para valores nulos ou negativos de  $\mathcal{F}_{[\text{Fe}/\text{H}]}^{\text{min}}$ , temos:

$$\mathcal{F}'' = \mathcal{F}'_L. \quad (3.13)$$

Os valores dos coeficientes estão mostrados na Tabela 3.6. Na Figura 3.8, é possível perceber que a correlação entre  $\mathcal{F}'_L$  estende-se até valores de  $[\text{Fe}/\text{H}]$  próximos aos encontrados tipicamente para âncoras de subtração de fluxo mínimo em cada indicador cromosférico. Considerando metalicidades ainda mais altas, a correlação parece saturar em níveis nulos de atividade. Portanto, após este procedimento, todas as estrelas devem estar em uma escala de atividade independente da metalicidade estelar (em primeira aproximação), o que facilitará equacionarmos melhor visualmente e matematicamente os efeitos relativos à massa estelar ou outras variáveis relacionadas. Ressaltamos que o procedimento de subtração fotosférica adotado aqui é fortemente dependente da amostra utilizada. No entanto, nossa abordagem se justifica em relação a Lorenzo-Oliveira et al. (2016a) porque a amostra atual é bem maior e, além disto, possui um amplo domínio em metalicidade. Listamos os fluxos cromosféricos absolutos  $\mathcal{F}''$  das três linhas do Ca II IRT para toda a amostra na Tabela A.2 do apêndice A.

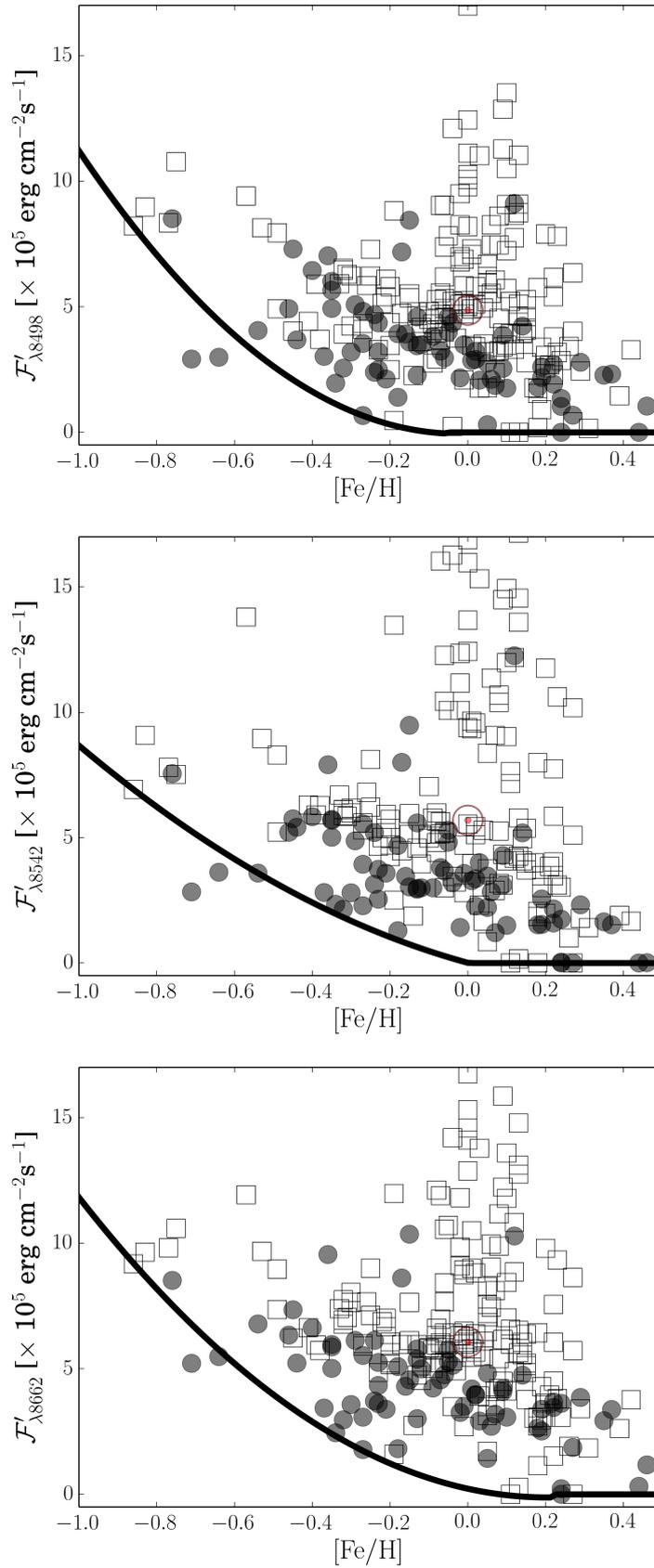


Figura 3.8: Correlação entre os  $\mathcal{F}'$  a  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , após a primeira correção fotosférica de  $T_{\text{ef}}$  dada pela equação 3.8. Delimitamos um envoltório mínimo análogo à correção fotosférica anterior, mas agora dependente de  $[\text{Fe}/\text{H}]$ . Símbolos como na Figura 3.7

Ca II IRT	$b_0$	$b_1$	$b_2$
8498	-0.050	0.531	11.789
8542	0.010	-4.250	4.414
8662	0.226	-3.383	8.214

Tabela 3.6: Coeficientes utilizados para efetuar a correção fotosférica de segunda ordem, dependendo da metalicidade estelar. Para metalicidades onde a correção é nula, mantivemos os valores de  $\mathcal{F}'_L$ .

### 3.5 Incertezas do Fluxo Cromosférico

Com intuito de mapear o impacto das incertezas nos parâmetros atmosféricos na escala de fluxos cromosféricos absolutos, primeiramente, escolhemos uma estrela representativa de nossa amostra, a gêmea solar 18 Sco ( $T_{\text{ef}} = 5809$  K,  $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.04$  dex and  $\log(g) = 4.44$  dex, Porto de Mello et al. (2014)). Geramos  $10^4$  simulações de Monte-Carlo considerando seus parâmetros atmosféricos e respectivas incertezas<sup>¶</sup>. Mostramos na Figura 3.9 (painéis superiores) as distribuições de  $T_{\text{ef}}$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}]$  e  $\log(g)$  nas quais baseamos nossos cálculos dos fluxos cromosféricos. Então utilizamos um espectro da amostra OPD e, para cada simulação, efetuamos os cálculos dos fluxos absolutos totais  $\mathcal{F}_{\lambda 8542}$ , fluxos corrigidos fotosféricamente em primeira ( $\mathcal{F}'_{\lambda 8542}$ ) e segunda ( $\mathcal{F}''_{\lambda 8542}$ ) ordens.

Nos três últimos painéis da Figura 3.9, temos em alguns casos distribuições altamente correlacionadas com determinados parâmetros atmosféricos. A distribuição de  $\mathcal{F}_{\lambda 8542}$  em função de  $T_{\text{ef}}$  posiciona-se acima do envoltório mínimo de fluxo fotosférico (linha sólida cinza) e é fortemente correlacionada com esse parâmetro que, por sua vez, responde pela maior parte da variância dos fluxos absolutos totais. Após a correção de primeira e segunda ordens, temos  $\mathcal{F}'_{\lambda 8542}$  e  $\mathcal{F}''_{\lambda 8542}$  respectivamente, que apresentam comportamentos semelhantes em relação aos parâmetros atmosféricos. Analisando as distribuições, estimamos  $\sigma_{\mathcal{F}''_{\lambda 8542}} \approx 0.4 \times 10^5 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$  que representa  $\approx 7\%$  de  $\mathcal{F}''_{\lambda 8542}$ .

<sup>¶</sup>Para cálculo das simulações, consideramos que as os erros nos parâmetros atmosféricos seguem uma distribuição Gaussiana.

O impacto de incertezas crescentes de  $T_{\text{ef}}$  na escala de fluxos cromosféricos é minorado pelo procedimento de correção fotosférica. Como exemplo, erros de 150 K ao redor da  $T_{\text{ef}}$  de 18 Sco ( $3\sigma_{T_{\text{ef}}}$ ) aumentam os erros nos fluxos cromosféricos em apenas 7%. Entre 5400-6200 K, uma simples translação de  $\pm 400$  K em  $T_{\text{ef}}$  modifica em  $\leq 10\%$  nossa escala de fluxos cromosféricos. Estes valores encontrados, indicam que nossa correção fotosférica é consistente ao longo de um extenso intervalo de  $T_{\text{ef}}$ . Por outro lado, a  $[\text{Fe}/\text{H}]$  que responde por 10% da variância dos fluxos absolutos totais (veja seção 3.3), após a correção fotosférica, torna-se a maior fonte responsável por  $\mathcal{F}''_{\lambda 8542}$ . No caso de maiores erros em  $[\text{Fe}/\text{H}]$  (0.21 dex,  $3\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]}$ ),  $\mathcal{F}''_{\lambda 8542}$  é aumentada em 300%. Por estes comportamentos, é preferível utilizar determinações de  $[\text{Fe}/\text{H}]$  acuradas para que sejam evitados os vieses discutidos acima. No caso da gravidade superficial, seus efeitos na escala de fluxos cromosféricos são desprezíveis ( $< 3\%$ ). Testamos os mesmos procedimentos para as demais linhas do Ca II IRT e obtivemos os mesmos resultados.

Esperamos que em estrelas mais ativas haja uma diminuição da importância das incertezas em  $[\text{Fe}/\text{H}]$  e  $\log(g)$  nas escalas de fluxos cromosféricos devido a grande contraste entre o sinal cromosférico e a componente fotosférica. No entanto, estes mesmos fatores devem ter importância central na determinação do nível de atividade das estrelas mais velhas e inativas.

### 3.6 Evolução da Atividade Cromosférica

Nesta seção culminamos com uma nova análise e interpretação da atividade cromosférica em função de múltiplos parâmetros evolutivos. Selecionamos uma subamostra composta por 4 categorias de anãs FGK: 1) estrelas isoladas de campo com idades isocronais precisas (erros  $\leq 1$  Gano) calculadas a partir da equação 2.15 para  $N = 1$ ; 2) sistemas binários de campo com idades isocronais precisas (erros  $\leq 1$  Gano) derivadas pela equação 2.15 para  $N = 1,2$ . Inicialmente, calculamos as idades isocronais individuais de cada estrelas do par.

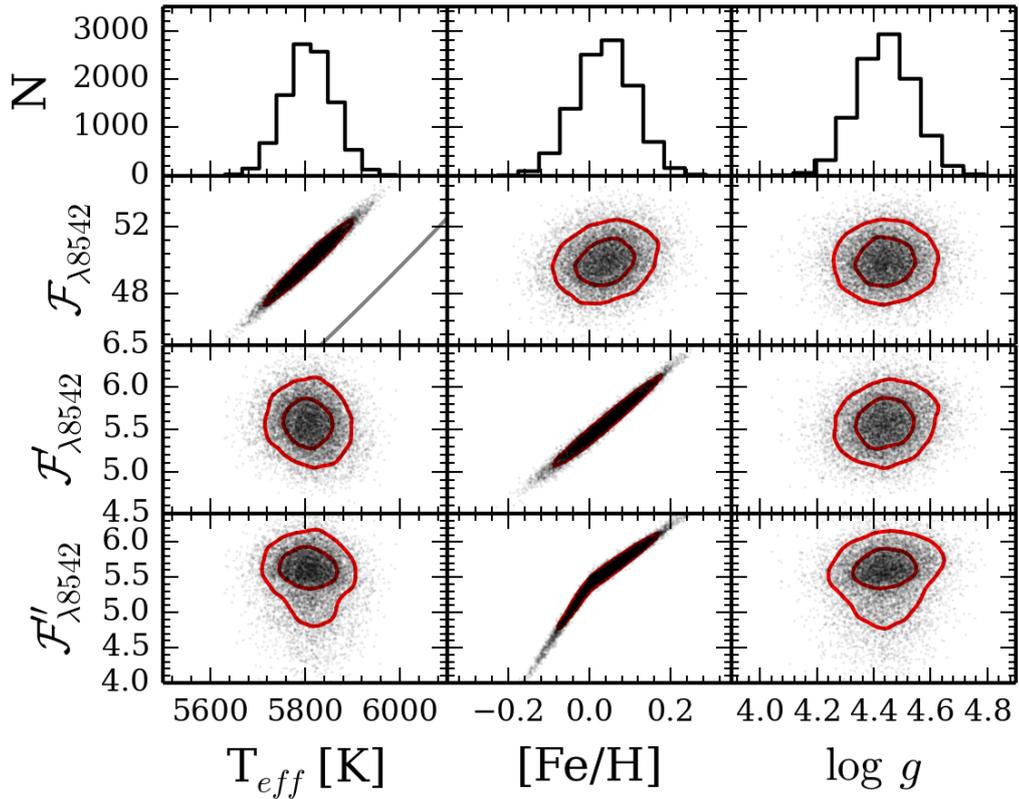


Figura 3.9: Distribuição final de  $\mathcal{F}_{\lambda 8542}$ ,  $\mathcal{F}'_{\lambda 8542}$  e  $\mathcal{F}''_{\lambda 8542}$  em função de  $T_{\text{eff}}$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}]$  e  $\log(g)$  da gêmea solar 18 Sco. A linha sólida cinza refere-se à correção fotosférica em  $\mathcal{F}'_{\lambda 8542}$  e as linhas sólidas vermelhas são os intervalos de confiança de  $1\sigma$  e  $2\sigma$ . Escalas de fluxo em  $10^5 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ .

Em seguida, de forma comparativa, uma nova idade do sistema foi obtida, agora modificando o procedimento para  $N = 2$ . Preferimos adotar a estimativa que apresentasse menor incerteza de idade; 3) membros de grupos cinemáticos e aglomerados abertos jovens entre 0.04 e 0.625 Gano: Tuc-Hor, Plêiades, Castor, Ursa Maior e Híades; 4) estrelas com idades astrossismológicas. Como primeiro passo, não incluímos a categoria 4 dada pelas estrelas com astrossismologia na análise da relação idade-atividade. Estes alvos serão adicionados posteriormente em uma segunda rodada de calibrações após compararmos suas idades com nossas estimativas de idades cromosféricas baseadas apenas nas categorias 1, 2 e 3. O critério utilizado para seleção de idades precisas é bastante restritivo e tem como consequência um número reduzido de estrelas anãs individuais para construir as

calibrações de idade cromosférica.

Dentro de um intervalo considerável de massa, uma função única dependendo de  $\mathcal{F}_L''$  e da idade pode ser ajustada. Então, separamos em nossa subamostra (categorias 1 a 3) os grupos de estrelas de baixa e alta massas, com  $M/M_\odot \leq 1.1$  e  $1.11 \leq M/M_\odot \leq 1.3$ , respectivamente. Utilizamos calibrações de idades quadráticas para mapearmos as regiões onde há a convergência da relação idade-atividade:

$$\log(\text{Idade}) = a_0 + a_1\mathcal{F}_L'' + a_2\mathcal{F}_L''^2. \quad (3.14)$$

As idades são dadas em anos e as unidades de fluxo em  $10^5 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ . Na Tabela 3.7, mostramos os coeficientes derivados juntamente com os erros de ajuste ( $\sigma$ ). Mostramos na Figura 3.10 o diagrama idade-atividade para os três indicadores do Ca II IRT. Para construirmos as calibrações de idade dadas pela equação 3.14 (linhas sólidas pretas), fixamos os níveis de atividade médios dos aglomerados abertos e grupos cinemáticos jovens e, mapeamos as correlações dos fluxos cromosféricos com a idade estelar, para um dado intervalo de massa. Verificamos que, em comparação com as estrelas de menor massa, as de  $1.11 \leq M/M_\odot \leq 1.30$  são sistematicamente menos ativas. Os fluxos cromosféricos destas estrelas convergem para uma idade típica ao redor de 4 Gano. Dentro de um curto intervalo de tempo (3-4 Gano), ocorre um aumento significativo da dispersão de fluxos cromosféricos. Um comportamento análogo porém menos intenso e com idades típicas de 8-9 Gano também pode ser observado no regime de massas menores. Para efeito de comparação, incluímos um grupo de N estrelas subgigantes em cada diagrama. Esta classe de estrelas não foram incluídas em nossas calibrações. Computamos a média aritmética simples e dispersão dos fluxos cromosféricos dessas estrelas, removendo apenas aquelas discrepantes em mais de  $2\sigma$  dos valores médios do grupo. Como detectamos uma baixa dispersão de atividade dentre os aglomerados e grupos cinemáticos jovens, interpretamos que os efeitos de massa são relativamente menos importantes nesta etapa evolutiva. Sendo assim, adotamos em todas as calibrações os mesmos valores médios e dispersões de atividade referentes à cada grupo.

Na Figura 3.11 sintetizamos as informações da Figura 3.10, agora sobrepondo os 2 grupos de massas para cada indicador cromosférico e adicionando o indicador cromosférico dado pela média entre as linhas T2 e T3 (T2T3). As linhas sólidas pretas e vermelhas referem-se ao domínio de baixas e altas massas, respectivamente. Com auxílio destas figuras, pode-se perceber outra característica interessante que é a relação entre os valores dos fluxos terminais<sup>||</sup> com a massa estelar. Estes comportamentos somados indicam que, possivelmente, efeitos adicionais dependentes desse parâmetro sejam relevantes na descrição mais abrangente da evolução da atividade cromosférica. Discutiremos à frente um cenário onde as dependências do tempo de vida estelar e uma combinação entre massa e raio estelares podem fornecer uma interpretação interessante sobre uma evolução da atividade cromosférica descrita por efeitos evolutivos.

Como as linhas T1 são as que apresentam menor sensibilidade à idade estelar, preferimos criar um indicador combinado a partir da média dos fluxos cromosféricos das linhas T2 e T3 (T2T3). Provavelmente, a razão desta diferença de sensibilidade deve-se ao fato de T1 ser a transição de menor intensidade do Ca II IRT e, por este motivo, demande um tratamento diferenciado em relação aos demais indicadores. Em uma abordagem futura, poderemos reduzir o intervalo de integração do perfil espectral de T1 para não incluirmos demasiadamente regiões espectrais de domínio fotosférico. Este fator tem o potencial de alterar significativamente o procedimento de correção fotosférica que, por sua vez, também pode definir correlações espúrias, não relacionadas diretamente com a física da evolução da atividade cromosférica. Uma medida mais direta da atividade neste indicador menos intenso poderia ser alcançada diretamente com adoção de valores de integração de  $\Delta\lambda$  inferiores a  $2\text{\AA}$  (adotados neste trabalho). Sendo assim, as linhas T2T3 serão utilizadas preferencialmente para derivar idades cromosféricas, caso os fluxos da linha T2 não estejam disponíveis, aplicaremos as calibrações de idade baseadas

---

<sup>||</sup>Classificamos como fluxos terminais, os níveis típicos de atividade mínima para um determinado intervalo de massas.

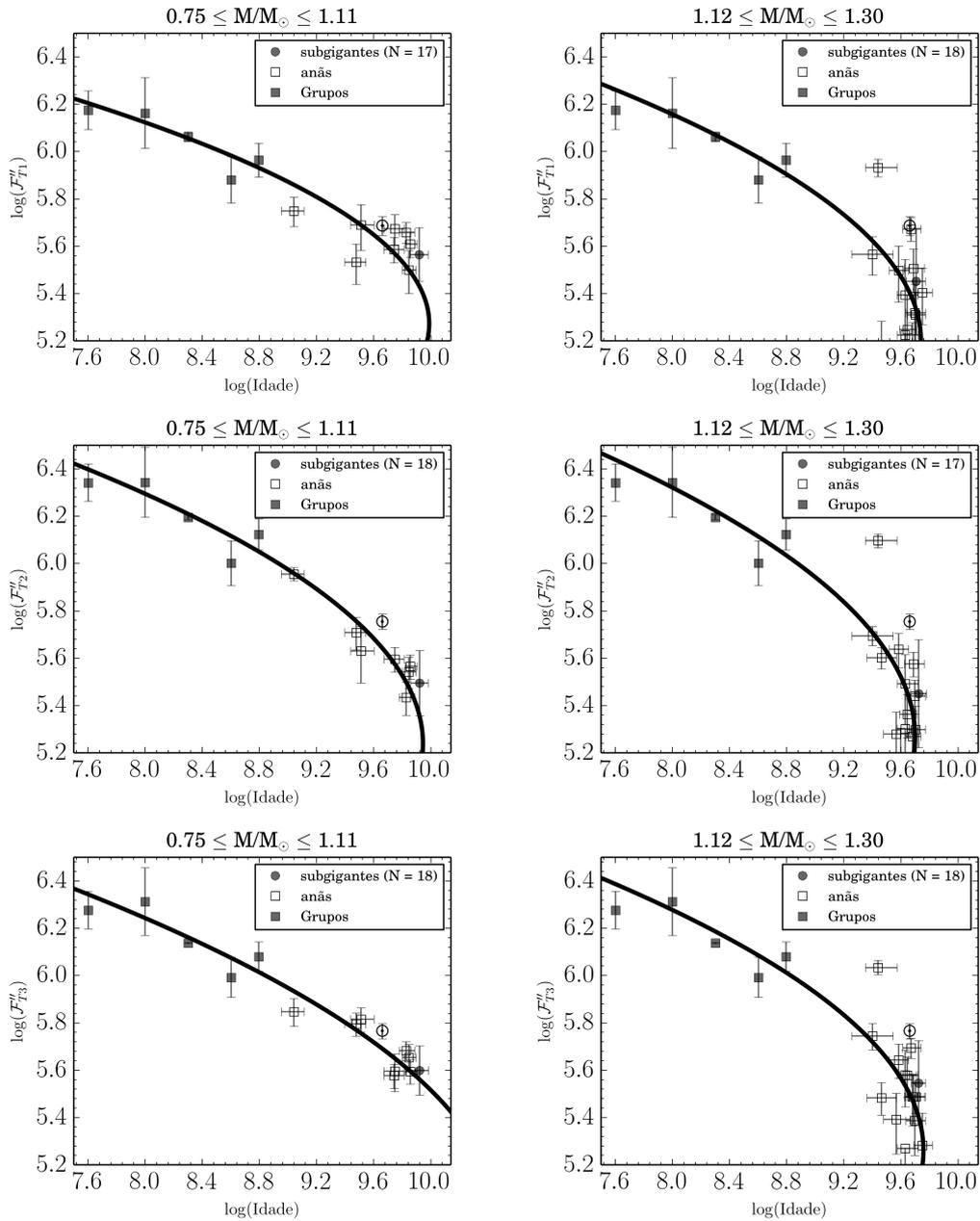


Figura 3.10: As linhas sólidas são os ajustes dados pela equação 3.14 para cada intervalo de massa. Os quadrados abertos são as estrelas anãs com idades precisas. Os círculos pretos são dados pelos fluxos e idades médias das subgigantes dentro dos mesmos intervalos de massas. Os 5 quadrados preenchidos em preto são os níveis médios e dispersões dos grupos Tuc-Hor (0.04 Gano), Plêiades (0.1 Gano), Castor (0.2 Gano), Ursa Maior (0.5 Gano) e Híades (0.625 Gano). Escalas de fluxo em  $10^5 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$  e idades em anos.

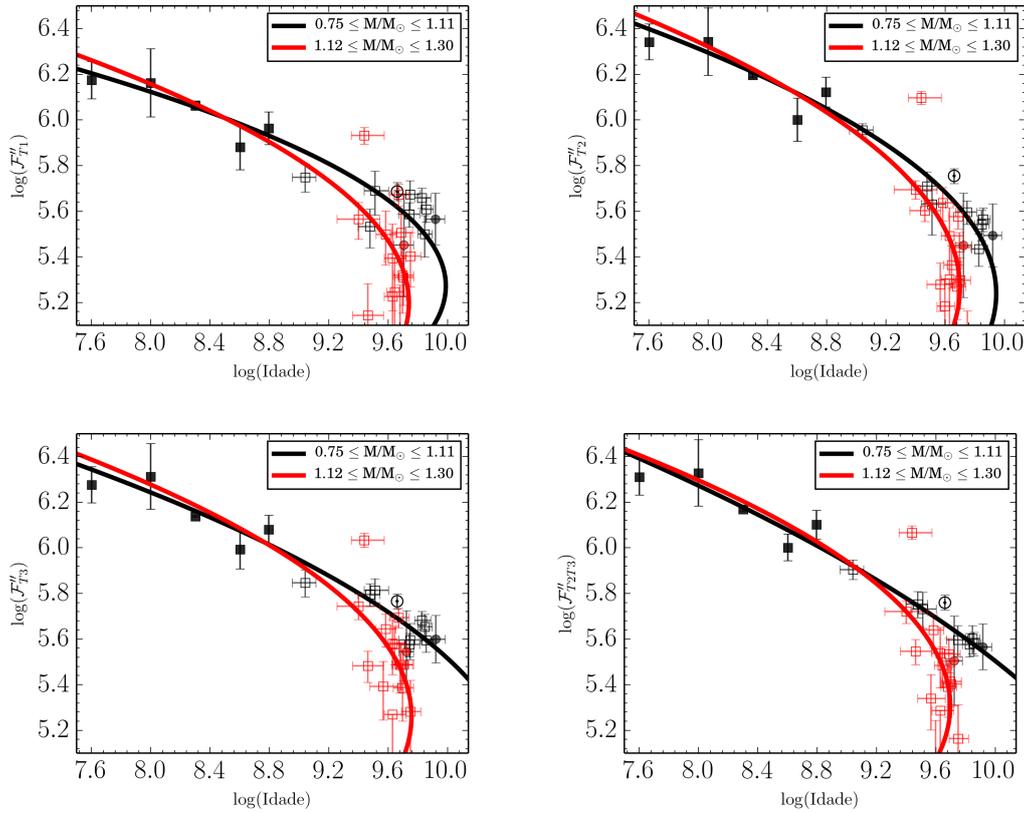


Figura 3.11: Mesma informação básica da Figura 3.10. As cores vermelha e preta representam as menores e maiores massas. Os ajustes para cada grupo são dados pelas linhas sólidas. Escalas de fluxo em  $10^5 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$  e idades em anos.

unicamente em T3.

Ca II IRT	$a_0$	$a_1$	$a_2$	$\sigma$	$\rho$	N
T1	-66.380	28.969	-2.747	0.20	-0.95	31
T2	-37.914	18.271	-1.744	0.16	-0.97	30
T3	-25.762	14.642	-1.479	0.18	-0.96	31
T2T3	-4.898	7.365	-0.846	0.15	-0.98	30
T1	-41.503	19.711	-1.896	0.22	-0.78	23
T2	-32.534	16.043	-1.524	0.22	-0.86	22
T3	-37.367	17.914	-1.702	0.22	-0.82	23
T2T3	-39.128	18.400	-1.734	0.21	-0.86	22

Tabela 3.7: Coeficientes regressivos das calibrações (eq. 3.14) de idades cromosféricas as linhas T1, T2, T3 e a média entre os fluxos de T2 e T3 para as estrelas com erros em idade isocronais  $\leq 1$  Gano. As duas últimas colunas mostram os índices de correlação linear e a quantidade de estrelas utilizadas na calibração. As 4 calibrações superiores referem-se ao ajuste dado pelas anãs com massas abaixo de  $1.11 M/M_{\odot}$ , enquanto os demais ajustes foram derivados a partir das anãs de maior massa ( $1.11$  e  $1.30 M/M_{\odot}$ ). Escalas de fluxo em  $10^5 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$  e idades em anos.

Na Figura 3.12 e Tabela 3.8 comparamos os resultados de nossas calibrações com as idades astrossismológicas. Compilamos da subamostra de categoria 4, um grupo de 12 estrelas FGK (incluindo o Sol) que povoasse um amplo domínio de idades (0.6-9.0 Gano) e metalicidades (-0.75 a +0.43 dex) além de estimativas precisas e robustas desse parâmetro. Para realizarmos as comparações entre os métodos, demos preferência às calibrações T2T3. Caso, a estrela não possuísse observações de fluxos da linha T2, a calibração da linha T3 foi utilizada como alternativa. Obtivemos um excelente acordo entre os métodos de datação. A média dos desvios\*\* é estatisticamente nula e apresenta baixa dispersão ( $0.01 \pm 1.05$  Gano), compatível com as incertezas de entrada das idade isocronais ( $\approx 1$  Gano) utilizadas na construção das calibrações. Sendo assim, nosso método de obtenção de idades é convergente com a astrossismologia estelar entre 1 e 10 Gano. Em trabalhos anteriores com o Ca II IRT, também atingimos altas correlações com a astrossismologia. No entanto, as calibrações de idade utilizadas na época apresentavam um termo adicional de  $[\text{Fe}/\text{H}]$  que era capaz de corrigir posteriormente (na calibração de idade) os efeitos fotosféricos deste parâmetro em  $\mathcal{F}'$ . Isto se devia ao fato da correção fotosférica ser contabilizada apenas com a dependência da  $T_{\text{ef}}$ . Isto explicaria o forte viés de  $[\text{Fe}/\text{H}]$  nas calibrações de idade observadas na época.

Nos beneficiamos do excelente acordo entre o nosso método de derivação de idades cromosféricas e a astrossismologia para dar um passo adiante na análise. Atualizamos com estas estrelas nossa subamostra de idades precisas e, em seguida, derivamos uma relação idade-atividade cromosférica (equação 3.14) definitiva para cada grupo de massa. Mostramos na Figura 3.13 e Tabela 3.9 as calibrações finais de idade. Com auxílio da astrossismologia, é possível perceber mais claramente os intervalos de convergência da relação idade-atividade cromosférica. A linha T1 permanece a menos conectada com um cenário de evolução suave da atividade cromosférica com a idade estelar. As demais linhas comportam-se de forma seme-

---

\*\*Diferença entre as estimativas de idade de cada método.

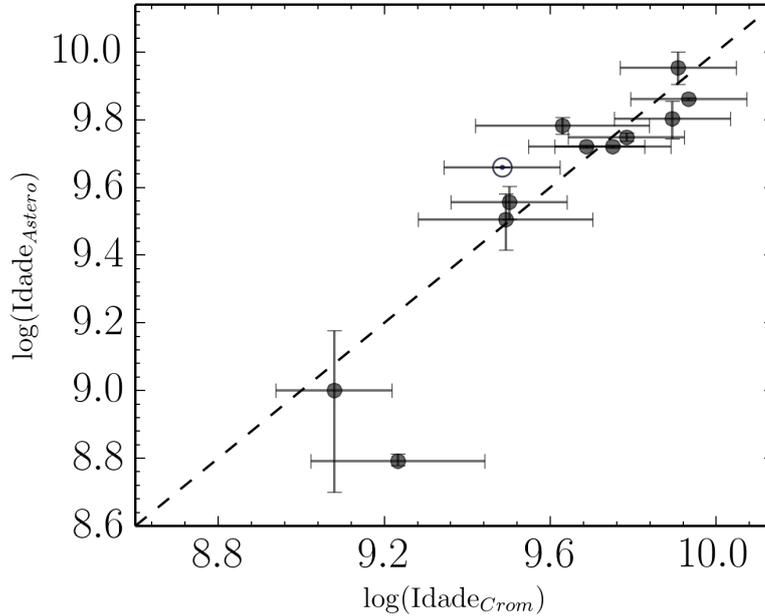


Figura 3.12: Comparação entre as idades astrossismológicas e cromosféricas para 12 estrelas FGK, incluindo o Sol. Utilizamos as calibrações presentes na Tabela 3.7. Encontramos correlações de 90% entre as estimativas de idade e dispersão de  $0.01 \pm 1.05$  Gano.

Estrela	$M/M_{\odot}$	$[Fe/H]$	$t_{\text{sisimo}}$	$t_{\text{sisimo}} - \sigma_{t_{\text{sisimo}}}$	$t_{\text{sisimo}} + \sigma_{t_{\text{sisimo}}}$	$t_{\text{CROM}}$	$t_{\text{CROM}} - t$
HD10700	0.78	-0.49	9	8	10	8.1	-0.90
HD22049*	0.81	-0.01	1	0.5	1.5	1.2	+0.20
HD43587	1.04	-0.06	5.6	5.44	5.76	6.08	+0.48
HD128620	1.05	+0.22	5.25	5.2	5.3	5.63	+0.38
HD128621	0.85	+0.15	5.25	5.2	5.3	4.87	-0.38
HD146233	1.02	+0.04	3.6	3.2	4	3.17	-0.43
HD160691	1.06	+0.22	6.34	5.54	7.14	7.84	+1.5
HD203608	0.9	-0.75	7.25	7.18	7.32	8.58	+1.33
Sol	1.00	0.00	4.57	4.57	4.57	3.05	-1.52
HD2151	1.15	-0.09	6.05	5.7	6.4	4.26	-1.79
HD17051	1.15	+0.11	0.62	0.6	0.65	1.71	+1.09
HD142860	1.19	+0.43	3.2	2.6	3.8	3.11	-0.09

Tabela 3.8: Comparação entre a astrossismologia ( $t_{\text{sisimo}}$ ) e as idades cromosféricas ( $t_{\text{CROM}}$ ) derivadas pela equação 3.14. Utilizamos o indicador T2T3 preferencialmente para estimativas de idades. Assinalamos com \* a estrela HD22049 que não possui observações da linha T2. Neste caso, adotamos como alternativa a linha T3.

lhante e correlacionam-se com a idade estelar até valores próximos à idade de desligamento da sequência principal característica do seu intervalo de massa. Sendo assim, as novas calibrações continuam reforçando o comportamento anteriormente descrito.

### 3.6.1 A Atividade Cromosférica e os Parâmetros Evolutivos

É sempre importante enfatizar que a nossa interpretação está condicionada, principalmente, à precisão em idade das estrelas utilizadas na análise. Isto posto, dentro de intervalos próximos às incertezas de 1 Gano, as estrelas mais velhas decaem de forma relativamente rápida seu nível de atividade. Este cenário é intensificado nas estrelas de maior massa. É interessante observar que, qualitativamente, as estrelas evoluem em seus fluxos cromosféricos de forma análoga à tendência mostrada pela Figura 2.1 (capítulo 2). Este é um ponto importante em nossa interpretação que poderá indicar novos caminhos para entendermos como a atividade cromosférica estelar se conecta com variáveis evolutivas.

Ca II IRT	$a_0$	$a_1$	$a_2$	$\sigma$	$\rho$	N
T1	-84.972	35.302	-3.286	0.20	-0.92	36
T2	-39.893	18.887	-1.792	0.14	-0.95	34
T3	-64.643	27.895	-2.607	0.16	-0.96	36
T2T3	-49.091	22.349	-2.114	0.14	-0.96	34
T1	-40.298	19.271	-1.856	0.22	-0.78	24
T2	-31.187	15.567	-1.482	0.22	-0.87	23
T3	-36.211	17.498	-1.665	0.22	-0.82	24
T2T3	-38.111	18.047	-1.703	0.21	-0.87	23

Tabela 3.9: Calibrações de idade atualizadas com dados da astrossismologia. As demais informações são idênticas às da Tabela 3.7.

Voltando às estrelas de mais alta massa, sua evolução cromosférica é mais acentuada, provavelmente, por sua maior velocidade e aceleração evolutiva ao longo da sequência principal até a região de *turn-off*. No caso das estrelas de baixa massa, temos uma evolução cromosférica que prolonga-se de forma relativamente mais suave no

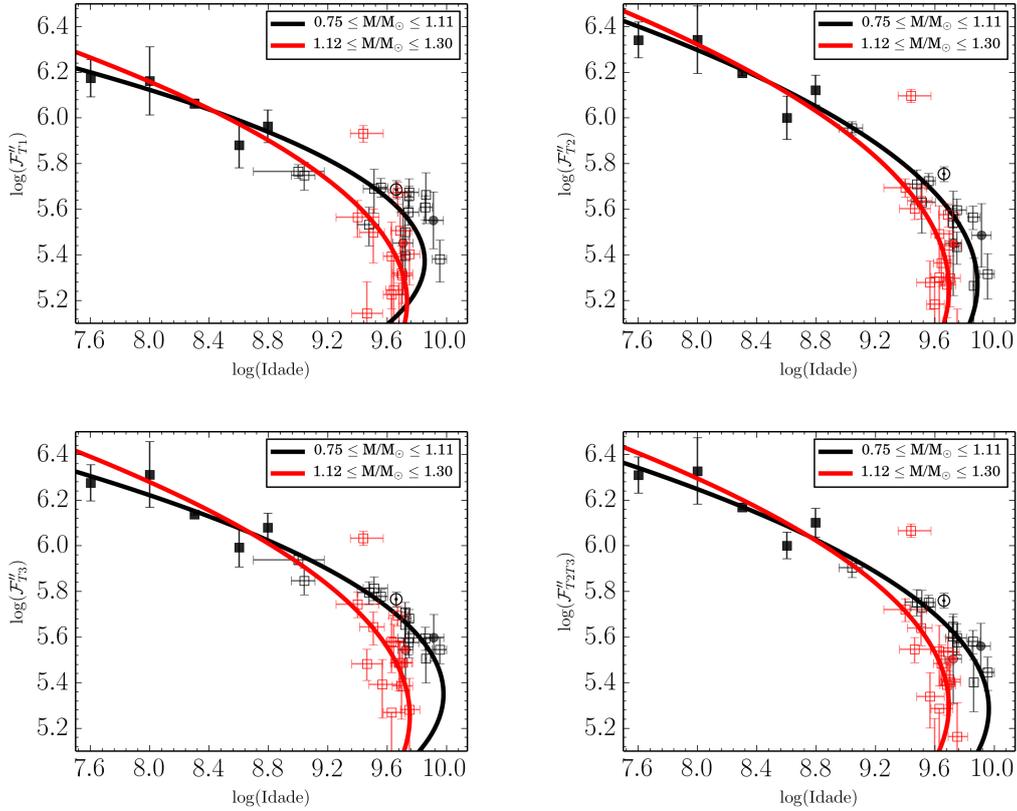


Figura 3.13: Mesmas informações da Figura 3.11, agora com as calibrações de idade atualizadas pelos dados da astrossismologia.

diagrama idade-atividade até ao menos idades imediatamente superiores às solares. Após esta etapa, temos a mesma tendência observada nas estrelas de maior massa, porém com níveis terminais de fluxo superiores. Portanto, podemos construir a hipótese de que, para cada intervalo de massa, os níveis terminais de fluxo podem se relacionar com as idades terminais<sup>††</sup> ( $I_{\text{idade}_{\text{TO}}}$  ou  $t_{\text{TO}}$ ) ou, em um cenário de evolução, podemos considerar a razão entre a idade atual estelar e  $t_{\text{TO}}$ . Antes disto, selecionamos todas as estrelas de nossa amostra com  $R/R_{\text{TO}}$  entre 0.8 e 1.2 e as utilizamos para equacionar o tempo de vida em função da massa estelar, como ilustramos na Figura 3.14. O ajuste dado pela linha sólida é válido entre 0.85 e 1.65  $M/M_{\odot}$ :

$$\log(t_{\text{TO}}) = 9.898 - 2.55 \log(M/M_{\odot}), \quad (3.15)$$

<sup>††</sup>Definimos aqui idades terminais ou tempo de vida estelar como a idade que uma determinada estrela de massa  $M$  terá em seu ponto de *turn-off*.

sendo que as idades estão em unidades de anos.

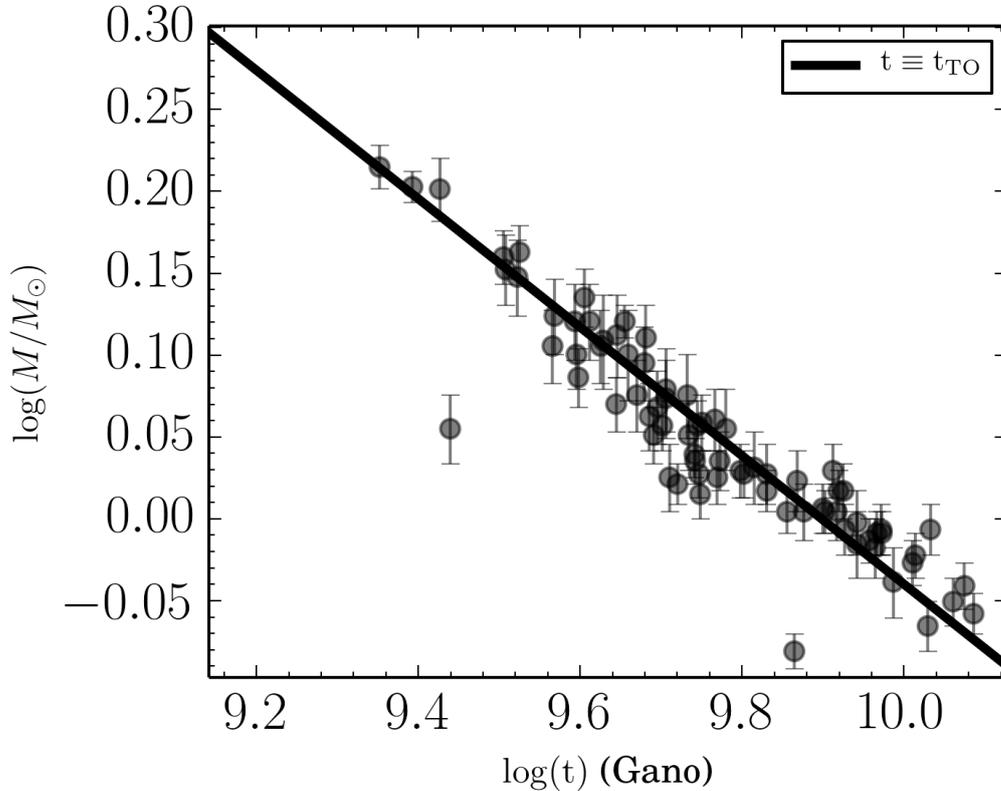


Figura 3.14: Relação massa vs. tempo de vida estelar representada pelas estrelas com  $R/R_{TO}$  entre 0.8 e 1.2. A linha sólida preta é a equação 3.15 representando a relação de equivalência  $t \equiv t_{TO}$ . Adotamos este procedimento para estimar os tempos de vida na sequência principal ( $t_{TO}$ ).

Calculamos pela equação 3.15 a razão entre as idades atuais e as idades terminais de nossas estrelas e estudamos sua evolução com o nível de atividade cromosférica. Confirmamos com a Figura 3.15 uma forte correlação ( $|\rho| \geq 0.85$ ) entre essas quantidades até  $\log(t/t_{TO}) \approx -0.05$  (região realçada em cinza), o que corresponde a 75% do tempo de vida estelar. Estrelas dentro desta região destacada podem ser classificadas como evoluídas e estão prestes a sair da sequência principal. Ajustamos uma regressão linear aos dados da figura restringindo apenas às estrelas de idades precisas e com  $\log(t/t_{TO}) \leq -0.05$ :

$$\log(\mathcal{F}'') = a_0 + a_1 \log\left(\frac{t}{t_{TO}}\right). \quad (3.16)$$

Listamos os coeficientes regressivos, os erros de ajuste e os coefi-

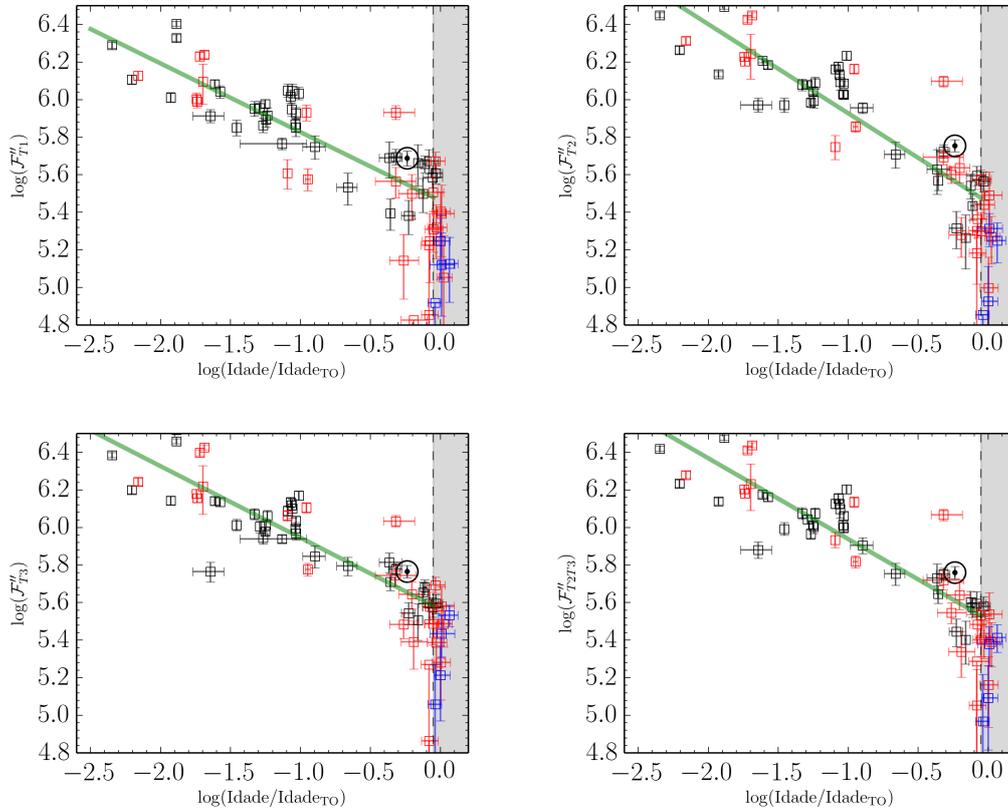


Figura 3.15: Correlação entre  $\log(t/t_{TO})$  e a atividade cromosférica. Existe uma forte relação linear entre essas quantidades que se prolonga até  $\log(t/t_{TO}) \approx -0.05$ . Os símbolos são os mesmos das figuras anteriores. Adicionamos para comparação, as estrelas com massas acima de  $1.3 M/M_{\odot}$  representadas pelos quadrados azuis. Escalas de fluxo em  $10^5 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$  e idades em anos.

cientes de correlação encontrados na Tabela 3.10. Mostramos comparativamente em quadrados azuis as estrelas com massas acima de  $1.3 M/M_{\odot}$  que não foram utilizadas na construção das calibrações de idade. É perceptível que elas não seguem uma relação idade-atividade simples, uma vez que já percorreram mais de 75% do seu caminho evolutivo. Talvez, uma dependência adicional do raio estelar seja necessária para discriminar esta etapa. Ainda assim, estrelas nesta categoria poderiam ser datadas apenas com as informações mostradas no diagrama  $\log(t/t_{TO})$  vs.  $\mathcal{F}''$ . Tomando como exemplo o indicador T2T3 (painel inferior direito), após  $\log(t/t_{TO}) \approx -0.05$  ou  $\log(\mathcal{F}'') \approx 5.5 \text{ erg/cm}^2\text{s}^{-1}$ , a idade de uma determinada estrela poderia ser con-

siderada igual ao seu tempo de vida na sequência principal (obtido apenas conhecendo a massa estelar, via equação 3.15).

Ca II IRT	$a_0$	$a_1$	$\sigma$	$\rho$
T1	5.461	-0.366	0.155	-0.85
T2	5.452	-0.474	0.168	-0.88
T3	5.564	-0.381	0.142	-0.87
T2T3	5.508	-0.430	0.159	-0.88

Tabela 3.10: Coeficientes da equação 3.16. As duas últimas colunas são, respectivamente, o erro do ajuste e o índice de correlação linear  $\rho$ .

A correlação observada indica que a atividade cromosférica tem uma forte componente evolutiva e que esta poderia ser representada, em primeira aproximação, por uma combinação adequada de variáveis estruturais como massa, raio e composição química estelares. Como efetuamos as devidas correções fotosféricas, não esperamos correlações significativas dos fluxos cromosféricos com  $[\text{Fe}/\text{H}]$ . Por outro lado, esta variável deve alterar o tempo de vida característico da estrela e, por conseguinte, sua evolução do raio estelar. Em um futuro próximo, aprimoraremos esta abordagem contabilizando a dependência da atividade cromosférica em função do raio estelar que deve ter significativa importância no estágio próximo ao ponto de desligamento da sequência principal ( $t/t_{\text{TO}} \geq 0.75$ ).

## 3.7 Sumário do Capítulo

A partir de uma grande amostra de 246 estrelas anãs e subgigantes FGK nos propusemos a construir um método de derivação de idades estelares baseadas nas linhas do tripleto infravermelho do Ca II.

- Utilizamos calibrações modernas de fluxo absoluto no contínuo estelar de Lorenzo-Oliveira et al. (2016a) que possibilitam estabelecermos uma escala precisa de fluxos cromosféricos do Ca II IRT em função dos parâmetros atmosféricos estelares.

- Realizamos correções da assinatura fotosférica presente nos fluxos absolutos totais contabilizando tanto as dependências de  $T_{\text{ef}}$  quanto da  $[\text{Fe}/\text{H}]$  das estrelas. Este procedimento possibilitou a derivação de uma nova escala de fluxos cromosféricos corrigidos de efeitos residuais de metalicidade ( $\mathcal{F}''$ ).
- Verificamos que as estrelas acima de  $1.1 M/M_{\odot}$  apresentam níveis de atividade sistematicamente inferiores às estrelas de baixa massa. Para cada domínio de massas, derivamos calibrações de idade e testamos nossos resultados com a astrossismologia. Atingimos um excelente acordo com estas medidas de idades ( $\sigma \approx 1$  Gano).
- A evolução da atividade cromosférica sintetizada pelo diagrama idade-atividade se estende até  $\approx 75\%$  do tempo de vida estelar na sequência principal. Antes desta etapa, independente da massa estelar, verificamos uma forte tendência linear única e com alta correlação ( $|\rho| > 0.85$ ). Ao redor da região relativa ao ponto de desligamento, observamos uma significativa dispersão de fluxos cromosféricos, indicando que talvez exista um mecanismo físico adicional controlando a evolução da atividade cromosférica nesta etapa evolutiva.

## Capítulo 4

---

# Idades Cromosféricas: As Linhas H & K

---

Como foi tratado nos capítulos anteriores, as linhas espectrais intensas são úteis indicadores espectroscópicos da atividade cromosférica estelar vinculada fisicamente à eficiência da convecção turbulenta, rotação diferencial e evolução do momento angular. A rotação estelar e a atividade cromosférica em estrelas isoladas decaem monotonicamente com a idade, sob a ação do torque produzido pelo vento estelar magnetizado, sendo um potencial indicador deste parâmetro. As intensas linhas H & K do Ca II (3968.5 Å e 3933.7 Å) são classicamente adotadas como diagnóstico cromosférico padrão de estrelas de tipo solar. O projeto Mount Wilson (MW), monitorou em baixa resolução ( $R \approx 2000$ ) por mais de 30 anos a atividade cromosférica de centenas de estrelas na vizinhança solar adotando uma medida padrão que é amplamente utilizada na literatura, os índices  $\langle S \rangle$  (Middelkoop 1982; Duncan et al. 1991) (capítulo 1).

Neste capítulo, apresentaremos uma **inédita análise multidimensional da atividade cromosférica que tem por objetivo primário construir uma calibração de idade que esteja de acordo com os principais vínculos observacionais disponíveis (como os aglomerados abertos e estrelas com astrossismologia)**. Por fim, baseados nos modelos de evolução da

**atividade cromosférica derivados, nos proporemos a tentar explicar a aparente falta de evolução da atividade cromosférica em relação à idade estelar, recentemente observada por alguns autores.**

Nossa calibração de idade incluirá correções concomitantes de massa e metalicidade estelar, além dos índices de atividade cromosférica. Detalhes sobre a derivação deste índice podem ser encontrados no apêndice B. Por razões de praticidade, a variável massa pode ser representada em estrelas anãs a partir dos índices de cor que são amplamente disponíveis na literatura para milhares de estrelas na vizinhança solar.

A rigor, os índices de cor relacionam-se melhor com a temperatura efetiva que, em um certo grau, pode ser interpretada como uma estimativa grosseira da massa estelar. Mamajek & Hillenbrand (2008) detectaram uma leve correlação positiva da atividade cromosférica com o índice de cor (B-V) indicado que estrelas mais quentes seriam menos ativas que as frias embora não tenha ficado evidente se esta tendência se confirmaria além da idade das Híades ( $\geq 0.6$  Gano). Foi observado que o aglomerado aberto M 67 (4 Gano) apresenta uma leve tendência inversa àquela observada para os aglomerados mais jovens, o que sugeriria uma possível dependência temporal dos efeitos de cor nos índices de atividade cromosférica (Giampapa et al. 2006).

Como fator complicador adicional, temos a dependência temporal intrínseca destes índices. Após uma determinada estrela se destacar da ZAMS, sua temperatura efetiva torna-se progressivamente maior e, ao aproximar-se do ponto de desligamento, esta tendência se inverte. Esta característica evolutiva está intrincada nas determinações de atividade cromosférica. Além disto, a normalização pela contribuição bolométrica ( $\sigma T_{\text{ef}}^4$ ) presente nos índices  $\log(R'_{\text{HK}})$  é também variável ao longo do caminho evolutivo estelar. Portanto, considerando todas estas dependências múltiplas, em determinado ponto, os níveis de atividade cromosférica podem estar degenerados, tornando complicadas ainda mais a interpretação da evolução da atividade cromosférica e, conseqüentemente, as determinações de idades.

A falta de uma grande e homogênea base de dados com paralaxes trigonométricas, temperaturas efetivas e metalicidades altamente precisas limita de forma severa a aplicabilidade do estudo da atividade cromosférica em função da massa estelar. Todavia, esta restrição em um futuro próximo será diminuída com a implementação de grandes *surveys* espectroscópicos homogêneos de alta precisão como Gaia-ESO (Gilmore et al. 2012) e HERMES (Raskin et al. 2011). Com as novas paralaxes que serão fornecidas pela missão espacial Gaia serão estendidas em algumas ordens de grandeza as bases de dados existentes, o que naturalmente possibilitaria calcular massas precisas para milhões de estrelas.

Mesmo que a correção dos efeitos da massa estelar seja feita de forma explícita ou apenas com índices de cor, a razão primordial da inclusão destas correções jaz na sua dependência com a eficiência convectiva. Esta variável estabelece a conexão teórica entre a evolução cromosférica (magnética) e rotacional, sendo ambas diferentes representações originárias do mesmo fenômeno físico; o efeito dínamo. Noyes et al. (1984) encontrou que o número de Rossby ( $Ro$ ), representado na astrofísica pela razão entre períodos rotacionais e o tempo convectivo estelar ( $\tau_C$ ), apresenta grande importância neste cenário. Teoricamente,  $Ro$  é proporcional ao inverso do número do Dínamo (Durney & Latour 1978) e, também, anti-correlaciona-se com o nível de atividade cromosférica em estrelas anãs FGK.

No entanto, é sempre importante ressaltar que a alta correlação observada entre número de Rossby e o índice  $\log(R'_{HK})$  não implica uma relação determinística entre estas duas quantidades ao longo de todo o domínio dos parâmetros. Diversos procedimentos são capazes de emular uma dependência do envoltório convectivo na relação entre períodos rotacionais e atividade, um deles é a subtração fotosférica e a normalização dos fluxos cromosféricos pela contribuição bolométrica estelar. Dependendo da correção adotada, é possível chegar a conclusões distintas sobre a interpretação de Noyes et al. (1984). Curiosamente, esta possibilidade levantada por Rutten & Schrijver (1987) foi desconsiderada pela maioria dos trabalhos subse-

quentes. No futuro, é interessante considerar uma análise detalhada utilizando fluxos absolutos em unidades físicas calibrados em função de um grupo de variáveis diretamente conectadas aos modelos teóricos, e não apenas  $\log(R'_{\text{HK}})$ . Muito provavelmente, a distinção entre as análises envolvendo este grupo de variáveis e os índices de cor trará novas ideias sobre a subtração fotosférica e os demais procedimentos para obtenção de uma relação entre idade e atividade.

Caso a dependência da massa estelar seja real, é esperado que estrelas menos massivas sejam mais ativas, para uma mesma idade e composição química. Alternativamente, uma interpretação possível é relacionar o efeito de massa à escala de tempo de vida estelar na Sequência Principal partindo do princípio de que o dínamo magneto-hidrodinâmico é desligado após o ponto de turn-off. Reiners & Mohanty (2012) propuseram uma nova formulação do modelo de evolução rotacional de Kawaler (1988). Os autores identificaram uma inconsistência no tratamento do papel do campo magnético nesses modelos rotacionais. Reformularam a abordagem de Kawaler (1988), relacionando a evolução rotacional com a densidade de fluxo magnético (fluxo total sobre a área total estelar) ao contrário do fluxo total magnético. Isto levou a uma dependência adicional da evolução rotacional com o raio estelar ( $R$ ). Então, propuseram um novo cenário dependente do termo  $(M^2 R^{-16})^{-1/3}$  que controlaria o tempo característico de frenagem rotacional. Com algumas simplificações, este termo pode ser interpretado como o tempo de vida estelar. Em estrelas de tipo solar  $R \propto M^{0.7}$ , portanto temos  $\propto M^{-3}$  que é a escala típica de tempo de vida estelar na Sequência Principal para estrelas FGK. Neste cenário, estrelas de menor massa, por passarem mais tempo na Sequência Principal teriam sua evolução da atividade manifestada de forma mais suave, enquanto em estrelas de maior massa ocorreria o inverso.

A metalicidade neste ponto teria um efeito de segunda ordem. Com todas as demais variáveis constantes, estrelas mais pobres em metais, por viverem menos, se comportariam de forma distinta às aquelas mais ricas. Em outras palavras, a correção da dependência de

massa poderia ser também entendida como uma normalização referente às diferentes escalas de tempo de vida estelares quando são considerados diferentes tipos espectrais.

Com estas possibilidades em mente, compilamos os índices  $\log(R'_{\text{HK}})$  da literatura de uma amostra espectroscópica de Adibekyan et al. (2012). Esta amostra compreende 1111 estrelas de tipos espectrais entre F2 e M0 observadas em alta razão sinal-ruído com o espectrógrafo HARPS (*High Accuracy Radial velocity Planet Searcher*, Mayor et al. (2003)) que possui altíssimo poder resolutor ( $R = 110000$ ). Para maximizar a probabilidade de detecção de exoplanetas através da variabilidade de velocidades radiais, a amostra é majoritariamente composta por estrelas inativas e de baixas velocidades rotacionais ( $v \sin i \leq 2$  km/s). Uma série de parâmetros espectroscópicos foram derivados neste trabalho, sendo que, de nosso interesse direto, temos temperaturas efetivas, metalicidades e abundâncias de elementos do processo- $\alpha$ . Detalhes sobre a metodologia na obtenção destas quantidades podem ser encontrados extensivamente em Mayor et al. (2003), Lo Curto et al. (2010) e Sousa et al. (2011). As incertezas nos parâmetros atmosféricos divulgadas são de 30 K, 0.03 dex e 0.03 dex em temperatura efetiva, metalicidade e abundância de elementos do processo- $\alpha$ . Embora estes valores derivados em Adibekyan et al. (2012) sejam robustos, principalmente se aplicados às estrelas semelhantes ao Sol, de forma mais conservadora, preferimos adotar pelo menos para  $T_{\text{ef}}$  incertezas ligeiramente superiores ( $\sigma = 50$  K). Realizamos uma busca na literatura por 1438 medidas de índices  $S_{MW}$  para 603 estrelas da amostra. Caso uma determinada estrela apresentasse múltiplos  $S_{MW}$ , uma média destes valores foi calculada representando seu valor adotado de índice de atividade.

Considerando a amostra de Adibekyan et al. (2012), mostramos na Figura 4.1, que ao mudarmos de ponto de vista, dos índices de cor (painel superior) para temperatura efetiva no procedimento de subtração fotosférica (painel inferior), as dependências entre os parâmetros atmosféricos parecem ficar mais claras com as estrelas ricas em metais povoando as regiões do envoltório inferior de atividade

cromosférica.

Dependendo da física de formação de cada indicador cromosférico, dois cenários sobre o efeito da metalicidade podem atuar mutuamente. Lorenzo-Oliveira et al. 2016c (em preparação) comparou os fluxos absolutos cromosféricos das linhas do Ca II no ultravioleta e infravermelho com H $\alpha$  (Dutra-Ferreira 2010), linha situada na região visível do espectro eletromagnético. Foi observado que, a respeito da metalicidade, as linhas do Ca II apresentam correlação inversa em comparação com H $\alpha$ . O elemento Ca é diretamente correlacionado com o conteúdo metálico total estelar, portanto, menores metalicidades implicam menores abundâncias deste elemento. Este efeito manifesta-se nas asas e no centro das linhas H & K e do tripleto infravermelho como uma leve elevação. Sendo assim, torna-se possível imitar um maior fluxo cromosférico e assinalar artificialmente uma maior juventude a uma determinada estrela pobre em metais (Rocha-Pinto & Maciel 1998b). O inverso ocorreria em maiores metalicidades. Portanto, estrelas mais ricas em metais tenderiam a parecer menos ativas. Este seria um efeito de origem atmosférica e visualizado diretamente no espectro estelar sem ter conexão direta com razões estruturais, necessariamente.

Para explicar a correlação positiva com H $\alpha$  é necessário discutir efeitos estruturais já que, de forma oposta, quanto menor a opacidade no interior estelar, menor o gradiente radiativo na base da zona convectiva e, como resultado, dado o critério de Schwarzschild, menos profundo será o envoltório convectivo externo. No entanto, acredita-se que a temperatura efetiva (estruturalmente, a massa) seja a variável dominante (Pinsonneault et al. 2001), restando para a metalicidade efeitos de segunda ordem que, por sua vez, podem alterar o raio da base da zona convectiva em aproximadamente 0.5-1% a cada 0.1 dex (van Saders & Pinsonneault 2012). Para ilustrarmos as dependências estruturais descritas, utilizamos os modelos teóricos de van Saders & Pinsonneault (2013) para evidenciar, de forma ainda bastante qualitativa, a complexa evolução teórica de  $\tau_C$  (Figura 4.2). Consideramos sua evolução em função de  $\log(g)$  para diferentes mas-

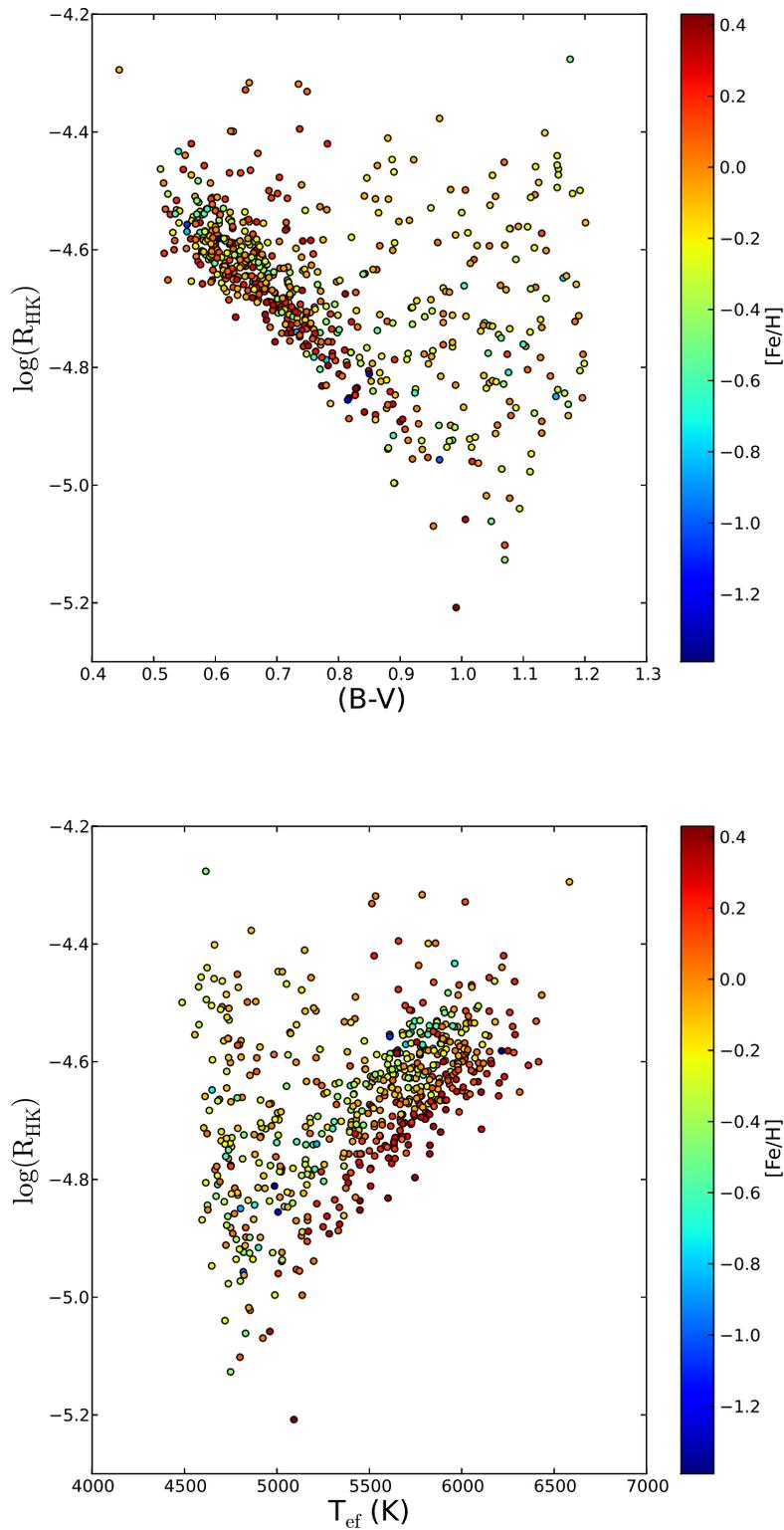


Figura 4.1: A figura mostra a comparação entre o uso dos índices de cor e a temperatura efetiva para o procedimento de subtração fotosférica. É possível perceber que a contribuição da metalicidade fica evidenciada quando relacionamos  $\log(R_{HK})$  com a temperatura efetiva estelar.

sas ( $1.05$ ,  $1.15$  e  $1.25 M_{\odot}$ ) e metalicidades ( $[Fe/H] = 0.0$  e  $-0.2$  dex). É interessante notar que, apesar da pequena variação apreciada na metalicidade estelar ( $\Delta[Fe/H] = 0.2$  dex)\*, já é possível identificar um desvio de  $0.4$  dex em  $\tau_C$  ( $\Delta\tau_C \approx 150\%$ ). Estrelas de maior massa

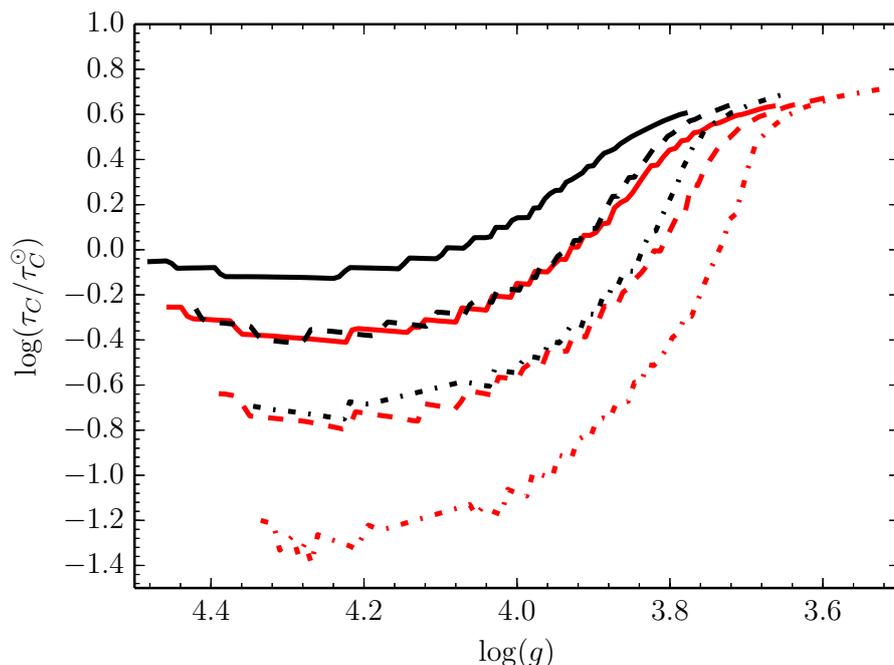


Figura 4.2: Correlação entre o  $\tau_C$  normalizado pelos valores solares em função da gravidade superficial. As linhas pretas referem-se à metalicidade solar enquanto as vermelhas, a evolução do  $\tau_C$  em estrelas pobres em metais ( $[Fe/H] = -0.2$  dex). As linhas sólidas, tracejadas e pontilhadas relaciona-se com modelos estelares de  $1.05$ ,  $1.15$ ,  $1.25 M_{\odot}$  (van Saders & Pinsonneault 2013).

por apresentarem camadas convectivas relativamente menos extensas possuem, conseqüentemente, menores valores de  $\tau_C$ . Fixando a idade e massa estelar, mudanças na composição química da estrela causam alterações na opacidade e no gradiente radiativo de temperatura, resultando assim, na variação da extensão da camada convectiva. No caso que mostramos, o resultado líquido desta interação é a diminuição progressiva de  $\tau_C$  ao considerarmos estrelas menos ricas em metais. Adicionalmente, é possível observar que a influência da composição química estelar nas propriedades convectivas se acentua para

\*Variação ainda insuficiente para representar toda a dispersão típica observada em nossa vizinhança solar (Casagrande et al. 2011)

estrelas de maior massa e este comportamento se atenua para estrelas mais evoluídas (menores  $\log(g)$ ).

Portanto, para estrelas de mesma massa, rotação e idade, aquelas de menor conteúdo metálico seriam menos ativas devido ao menor tempo de influência rotacional nas células convectivas à medida em que estas emergem nas estrelas com zonas de convecção menos extensas. Em outras palavras é diminuído seu tempo convectivo e, conseqüentemente, eleva-se o número de Rossby que é inversamente correlacionado ao número do Dínamo, tornando os níveis de atividade inferiores.

## 4.1 As Calibrações de Idade

Na Figura 4.3, mostramos as calibrações de idade de Mamajek & Hillenbrand (2008) (daqui em diante, MH08) em função dos níveis de atividade cromosférica de diversos aglomerados abertos compilados da literatura. Neste mesmo artigo, é apresentada outra calibração mais avançada (painel inferior) incluindo a influência dos índices de cor na relação idade-atividade<sup>†</sup>. Abaixo, mostramos as duas calibrações:

$$\log(t) = -38.053 - 17.912 \log(R'_{HK}) - 1.6675 \log(R'_{HK})^2 \quad (4.1)$$

e

$$t((B - V), R'_{HK}) = \left( \tau_c \frac{(0.808 - 2.966 (\log(R'_{HK}) + 4.52))}{0.407 ((B - V) - 0.495)^{0.325}} \right)^{1/0.566} \quad (4.2)$$

A inclusão do índice de cor tem por objetivo corrigir em primeira ordem a tendência observada de que estrelas mais quentes (menores índices de cor) apresentam menores níveis de  $\log(R'_{HK})$ , trazendo-as para estimativas de idades cromosféricas mais compatíveis com seus tempos de vida na sequência principal.

<sup>†</sup>Para mais detalhes sobre a construção destas calibrações e sua comparação com o tripleto infravermelho do Ca II, veja Lorenzo-Oliveira (2011).

Os aglomerados abertos são alvos importantes para construção de uma calibração de idade. No entanto, a amostra disponível na literatura é restrita unicamente a um estreito intervalo de metalicidade ao redor do solar. Sendo assim, a dimensão responsável por possíveis efeitos de metalicidade nos índices cromosféricos fica quase inacessível para análise.

A inclusão de aglomerados de metalicidade consideravelmente diferente da solar é necessária para avançarmos no sentido de se estabelecer relações robustas incluindo todas os parâmetros importantes para uma descrição satisfatória dos fluxos cromosféricos. Com objetivo de minorar as limitações dadas pela falta de aglomerados velhos além da idade solar, MH08 incluíram os dois pontos calibradores NGC 188<sup>‡</sup> (6.0 Gano) e uma subamostra de estrelas com idades precisas com idades entre 5 e 14 Gano retiradas do survey espectroscópico de Valenti & Fischer (2005). Os valores de  $\log(R'_{HK})$  para NGC 188 estão em torno de -5.08 dex enquanto a outra subamostra, apesar de apresentar idade média de 8 Gano, valor superior ao NGC 188, apresenta nível atividade médio ligeiramente superior ( $\log(R'_{HK}) = -4.99$  dex) elevando a cauda da relação idade-atividade. Compilamos as metalicidades e massas destas estrelas de campo e encontramos valor médio de  $\overline{[Fe/H]}$  em  $\approx -0.3$  e  $\overline{M/M_{\odot}} \approx 1.0$  (Takeda et al. 2007).

As idades da calibração 4.2 de MH08 são em função do índice de cor (B-V), desconsiderando efeitos de metalicidade. Um problema desta abordagem é que o (B-V) apresenta dependência da massa estelar, metalicidade e idade, resultando em uma forte degenerescência destes valores principalmente quando consideramos estrelas pobres em metais, azuis e de baixa massa. Procuramos na amostra de Adibekyan et al. (2012) estrelas que fossem cinematicamente classificadas como pertencentes ao disco espesso ou halo. Calculamos suas idades cromosféricas utilizando as calibrações de MH08 e encontramos os valores de  $2.8 \pm 0.4$  Gano para estrelas do Halo e  $5.5 \pm 2.3$  Gano para o disco espesso. Como são populações estelares reconhecida-

---

<sup>‡</sup>Comentaremos no fim do capítulo sobre os problemas envolvidos nas determinações de atividade deste aglomerado.

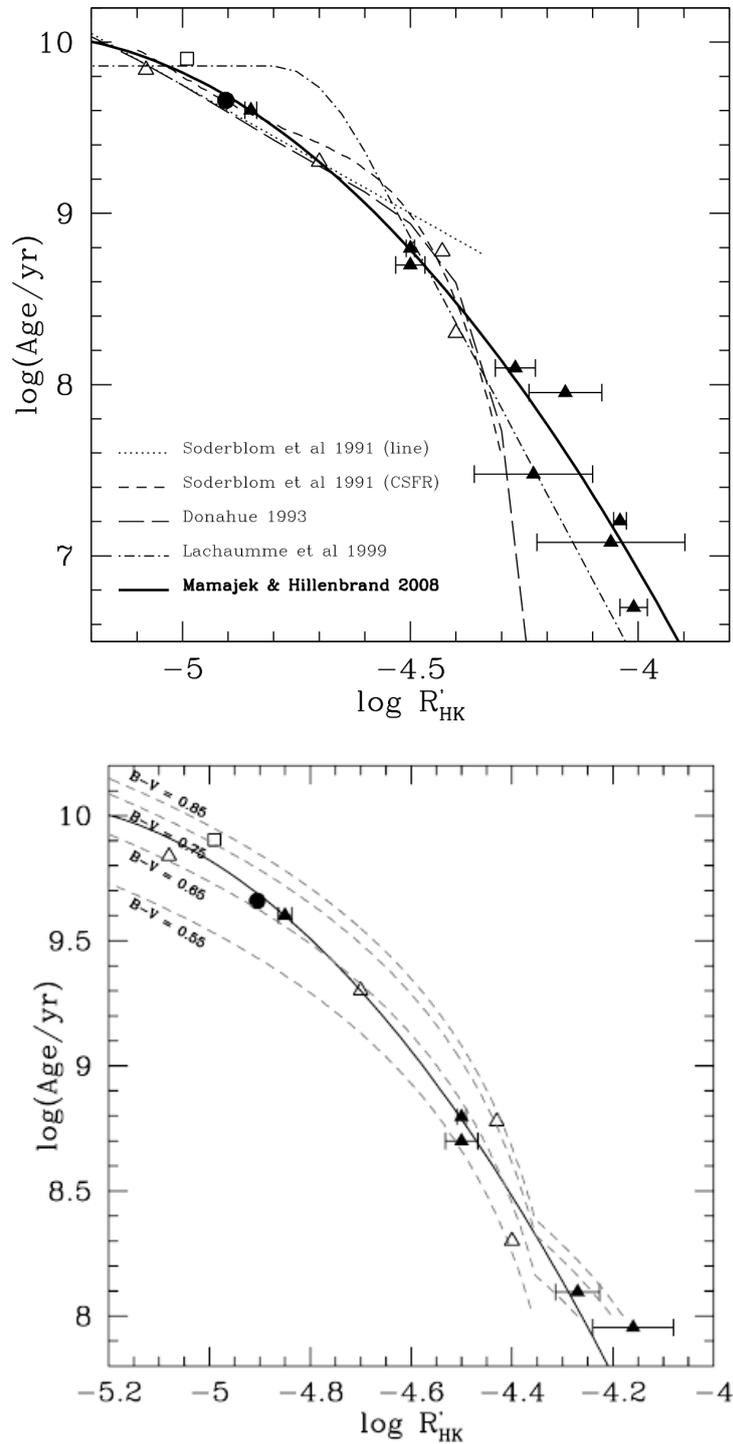


Figura 4.3: Figuras retiradas de MH08. São mostradas as duas calibrações de idade aplicadas a diferentes aglomerados abertos compilados da literatura. *Painel superior*: A relação entre idade e atividade cromosférica derivada a partir dos aglomerados. *Painel inferior*: Mostramos a relação idade-cor-atividade (Eq. 4.2) para diferentes valores de  $(B-V)$ .

Subamostras	Classes	Número de Estrelas
Adibekyan et al. (2012)	Estrelas de campo velhas	94
Lorenzo-Oliveira et al. (2016a)	Estrelas de campo velhas	42
Lorenzo-Oliveira et al. (2016a)	Híades, Plêiades e GUMa	14
Giampapa et al. (2006)	M 67	72

Tabela 4.1: Tabela com as estrelas pertencentes à amostra calibradora. A partir desta amostra, construiremos a nossa calibração de idade.

mente velhas ( $\geq 8$  Gano, Burnett & Binney (2010)) deve haver uma forte limitação desta abordagem quando são avaliadas estrelas com composições químicas consideravelmente distintas das solares. As idades cromosféricas das estrelas do disco fino são de  $4.9 \pm 2.3$  Gano, compatíveis com os valores esperados para esta população.

Desta forma, fica evidente a necessidade de uma abordagem que remova ou pelo menos atenuar estas degenerescências. Sendo assim, preferimos utilizar a massa estelar que, dentro do grau de precisão utilizado, pode ser considerada uma quantidade invariante, assim como a metalicidade. Com estas variáveis, as interdependências intrínsecas são evitadas tornando mais direta a interpretação da evolução da atividade cromosférica.

#### 4.1.1 A Relação Idade-Massa-[Fe/H]-Atividade

Sendo assim, construímos um modelo regressivo utilizando como amostra calibradora as estrelas de campo com idades precisas em Adibekyan et al. (2012) calculadas utilizando a equação 2.15 para  $N = 1^{\S}$  e Lorenzo-Oliveira et al. (2016a). As idades nestas duas amostras foram derivadas utilizando os mesmos modelos estruturais e, para as estrelas em comum, verificamos um bom acordo entre estas determinações. Adicionalmente, incluímos as estrelas do aglomerado aberto M 67 observadas por Giampapa et al. (2006) que povoam a idade de 4 Gano. Na Tabela 4.1, mostramos a quantidade de estrelas incluídas de cada fonte de referência.

<sup>§</sup>Para não propagarmos erros demasiados que poderão influenciar as calibrações de idade, preferimos adotar o critério de 25% de precisão em idade.

A amostra calibradora total inclui 222 estrelas FGK com massas entre 0.75 e 1.4  $M/M_{\odot}$ , metalicidades entre -0.85 e 0.45 dex e idades a partir de 0.1 Gano, referente ao aglomerado aberto das Plêiades. Mostramos abaixo, dois modelos regressivos construídos a partir de técnicas robustas de regressões chamada *Iterated re-Weighted Least Squares* (IWLS). Em síntese, na primeira iteração, é efetuado um ajuste simples de mínimos quadrados e calculados seus resíduos. A partir de sua distribuição de resíduos, recursivamente, são recalculados novos modelos regressivos adicionando um maior peso às estimativas de menor variância calculadas anteriormente até que o ajuste convirja para determinados valores dos coeficientes. O primeiro é dado por uma correção linear de massa e metalicidade:

$$\begin{aligned} \log(t) = & -56.01 - 25.81 \log(R'_{\text{HK}}) - 0.436[\text{Fe}/\text{H}] + \\ & -1.25 \log(M/M_{\odot}) - 2.529 \log(R'_{\text{HK}})^2, \end{aligned} \quad (4.3)$$

enquanto o segundo trata-se de um modelo quadrático mais complexo com termos cruzados envolvendo massa, metalicidade e atividade. As variáveis estatisticamente insignificantes foram removidas resultando em:

$$\begin{aligned} \log(t) = & -53.160 - 24.583 \log(R'_{\text{HK}}) - 5.571[\text{Fe}/\text{H}] + \\ & -14.336 \log(M/M_{\odot}) + \\ & -1.071 \log(R'_{\text{HK}})[\text{Fe}/\text{H}] + \\ & -2.415 \log(R'_{\text{HK}}) \log(M/M_{\odot}) + \\ & -1.271 \log(M/M_{\odot})[\text{Fe}/\text{H}] + \\ & -2.40 \log(R'_{\text{HK}})^2. \end{aligned} \quad (4.4)$$

Os erros associados a estes ajustes são de  $\pm 0.1$  dex em idade que corresponde a  $\approx 25\%$ , valor semelhante às incertezas de entrada das idades isocronais mais precisas. A atividade cromosférica é o parâmetro mais importante na descrição destes modelos regressivos com coeficientes compartilhando a maior significância estatística ( $\frac{\text{coeficiente}}{\sigma} \geq 10$ ). No entanto, é esperado que em estrelas mais evoluídas a importância somada tanto da massa quando da metalicidade seja comparável ou até maior que a contribuição da atividade. Estas

influências crescentes em estrelas menos ativas, como mostraremos no fim do capítulo, é de grande importância no entendimento da evolução da atividade cromosférica e obtenção de idades, assim como na extensão das calibrações até a idade do disco da Galáxia (Burnett & Binney 2010).

Com intuito de derivar de forma estatisticamente mais consistente os erros e estimativas de idades em comparação com o que é feito na literatura, calculamos as funções de probabilidade de idade cromosférica a partir do método de Monte Carlo. Efetuamos simulação de  $10^4$  valores randômicos seguindo distribuições gaussianas com médias e desvio-padrão baseados, respectivamente, nas estimativas observacionais para atividade, massa e metalicidade com suas incertezas. Calculamos as idades cromosféricas e mostramos sua comparação com as idades isocronais das estrelas não incluídas nas calibrações, com erros relativos entre 33% e 26% (Figura 4.4). Tanto no modelo mais simples (eq. 4.3, painel superior) quanto no mais complexo (eq. 4.4, painel inferior), pode-se perceber que não há distinção entre os resultados fornecidos.

Perto do ponto de desligamento, ocorrem variações estruturais repentinas como aumento do raio estelar, resfriamento e aprofundamento da extensão da camada convectiva. Estes fatores podem modificar o transporte de momento angular no interior estelar levando a uma evolução rotacional significativamente diferente das anãs. Isto poderia discriminar ainda mais as diferenças em níveis de atividade cromosférica entre estes dois estágios evolutivos. Neste caso, o tratamento físico desta transição toma uma complexidade crescente. A baixa rotação estelar deve limitar efeitos de circulação que são responsáveis por intercambiar momento angular entre as partes mais internas e externas da estrela diminuindo a eficiência do dínamo magneto-hidrodinâmico. Por outro lado, de forma conflituosa, como já foi mencionado anteriormente, existe a expectativa inicial de que estrelas mais frias sejam mais eficientes convectivamente e, portanto mais ativas. No caso das subgigantes que apresentam camadas convectivas extensas este raciocínio isolado não se aplica porque tanto o

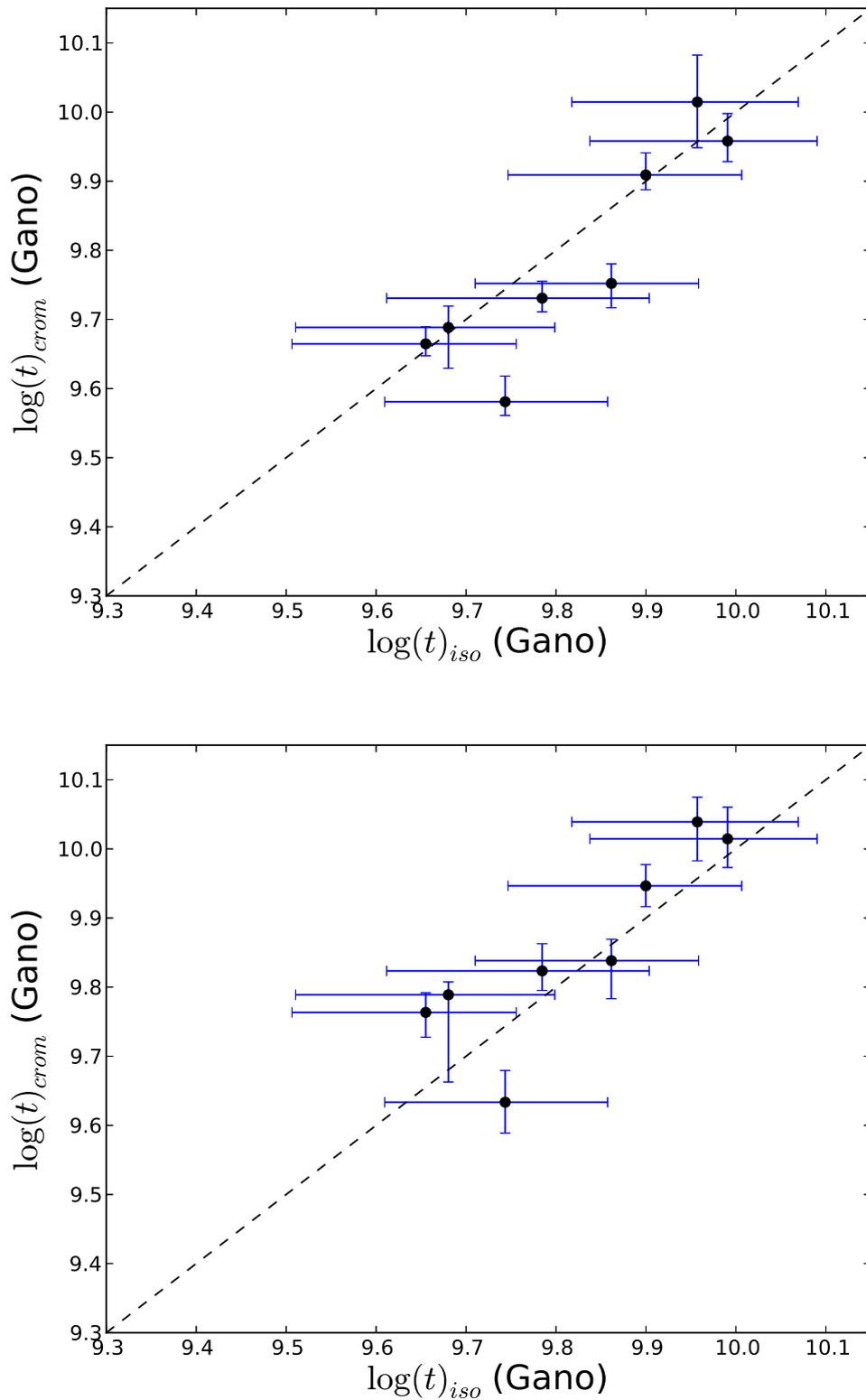


Figura 4.4: Comparação entre as idades isocronais com erros relativos entre 33 e 26 % (não incluídas nas calibrações) e as idades cromosféricas derivadas a partir das equações 4.3 (painel superior) e 4.4 (painel inferior). Os erros nas idades cromosféricas foram obtidos a partir de simulações de Monte Carlo.

efeito rotacional quanto a eficiência convectiva são dependentes entre si. Ou seja, a evolução ocorre de forma acoplada. Em outras palavras, contribuição da convecção turbulenta no dínamo  $\alpha - \Omega$  depende inicialmente da rotação estelar<sup>¶</sup> que introduz uma força eletromotriz em cada célula convectiva. Esta força eletromotriz gerada pelo acoplamento destes dois fenômenos é a semente para geração, amplificação e sustentação do campo magnético. Desta maneira, por meio de uma cadeia de interações mútuas, a eficiência convectiva altera a evolução rotacional e vice-versa.

Então, dada a dificuldade de interpretação física do problema, adicionar quantidades variantes como a temperatura efetiva e/ou índice cor é desaconselhável, principalmente em estrelas com distâncias evolutivas<sup>||</sup> consideráveis. Em um caso típico, dada uma trajetória evolutiva específica, em duas ocasiões ao menos, tanto os índices de cor quanto a temperatura efetiva retornarão ao mesmo valor. A evolução destas variáveis pode se misturar à dependência temporal da própria rotação ou atividade cromosférica.

Cientes destas possíveis complicações, calculamos sob a mesma metodologia as idades cromosféricas das estrelas subgigantes com erros de idade inferiores a 33 % e mostramos na Figura 4.5. Apesar de todas considerações, obtivemos uma razoável correlação com as estimativas dadas pelas idades isocronais dentro de um extenso intervalo de idades e, conseqüentemente, massas estelares. Todavia, é possível perceber que nesta comparação existe uma tendência do nosso modelo assinalar maior juventude cromosférica para as subgigantes. Uma possível explicação seria que as subgigantes não apresentam mais níveis de atividade cromosférica detectáveis e, portanto, a dependência de metalicidade e, principalmente massa dominam. Neste estágio evolutivo, a idade assinalada seria próxima ao seu tempo de vida na sequência principal. É possível que um modelo regressivo

---

<sup>¶</sup>A rigor, a variável fundamental é o gradiente radial de rotação no interior estelar, ao invés da rotação puramente.

<sup>||</sup>O termo distância evolutiva refere-se às diferentes posições de duas estrelas no diagrama HR. Como exemplo, anãs e subgigantes apresentam distâncias evolutivas relevantes, assim como estrelas de massas muito discrepantes.

mais complexo seja necessário para calcular as idades destas estrelas. No painel inferior da Figura 4.5, mostramos as idades cromosféricas para calibração 4.4 incluindo as dependências de massa e metalicidade cruzadas e de segunda ordem. Nela, é possível perceber que o ajuste com o modelo mais complexo para as subgigantes torna-se ligeiramente superior ao anterior.

## 4.2 Idade-Atividade vs. Idade-Massa- [Fe/H]-Atividade

A partir da equação 4.3, pudemos comparar na Figura 4.6 os resultados fornecidos pelas nossas regressões e os de MH08. A linha tracejada preta refere-se ao ajuste de MH08 aos alvos representados na figura, enquanto as linhas verdes são relacionadas à sua calibração de idade em função do índice de cor. As linhas sólidas são um teste adicional aos nossos modelos calculados para  $1 M/M_{\odot}$  com duas diferentes metalicidades ( $[Fe/H] = -0.3$  e  $0.0$ ). O quadrado vermelho representa o grupo de estrelas de campo com média de idade  $\approx 8$  Gano e  $\overline{[Fe/H]} \approx -0.3$  dex da amostra de MH08. Pode-se notar que a linha sólida vermelha progride até as idades mais avançadas sistematicamente acima das linhas pretas ajustando-se bem à estas estrelas de campo com baixas metalicidades, enquanto a calibração dependente da cor estelar (linha tracejada verde) infere idades de 4-5 Gano para este grupo de estrelas. Com as massas, metalicidades e índices de atividade individuais destas estrelas obtivemos uma idade cromosférica média de  $8.0 \pm 2.7$  Gano em comparação com  $8.7 \pm 2.0$  Gano (Takeda et al. 2007). Interessantemente, mesmo sem utilizarmos a grande maioria dos aglomerados compilados por MH08, conseguimos derivar um modelo mais flexível que obteve um desempenho semelhante em comparação com seus aglomerados abertos e o grupo de estrelas de idades precisas ( $\sigma = 0.12$  dex).

Como teste adicional, compilamos 22 estrelas com idades astrosismológicas da literatura povoando um extenso intervalo de parâ-

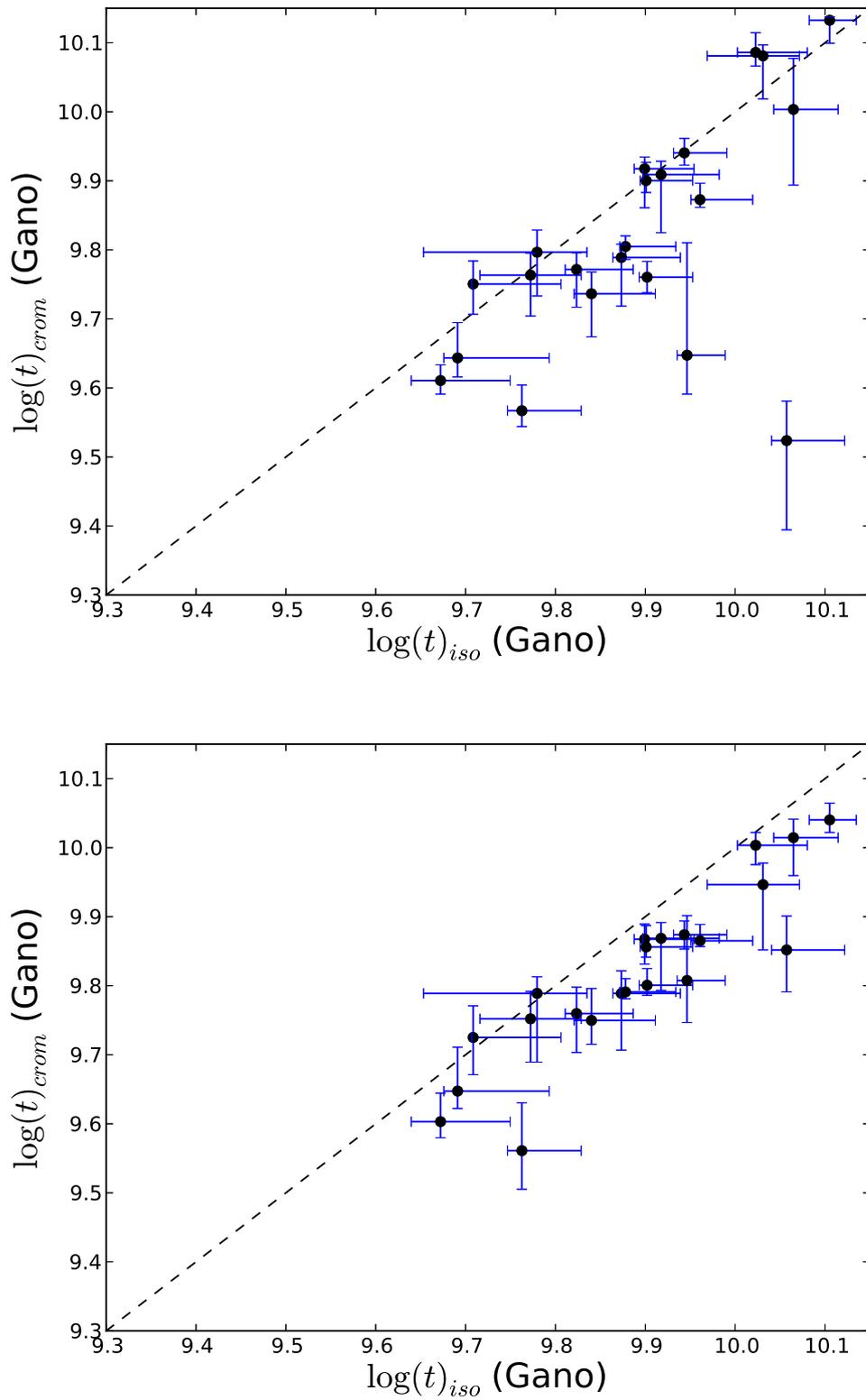


Figura 4.5: Comparação entre as idades isocronais das estrelas subgigantes com erros inferiores a 33% e as idades cromosféricas, seguindo a mesma metodologia mostrada na Fig. 4.4. Estas estrelas não foram incluídas nas calibrações.

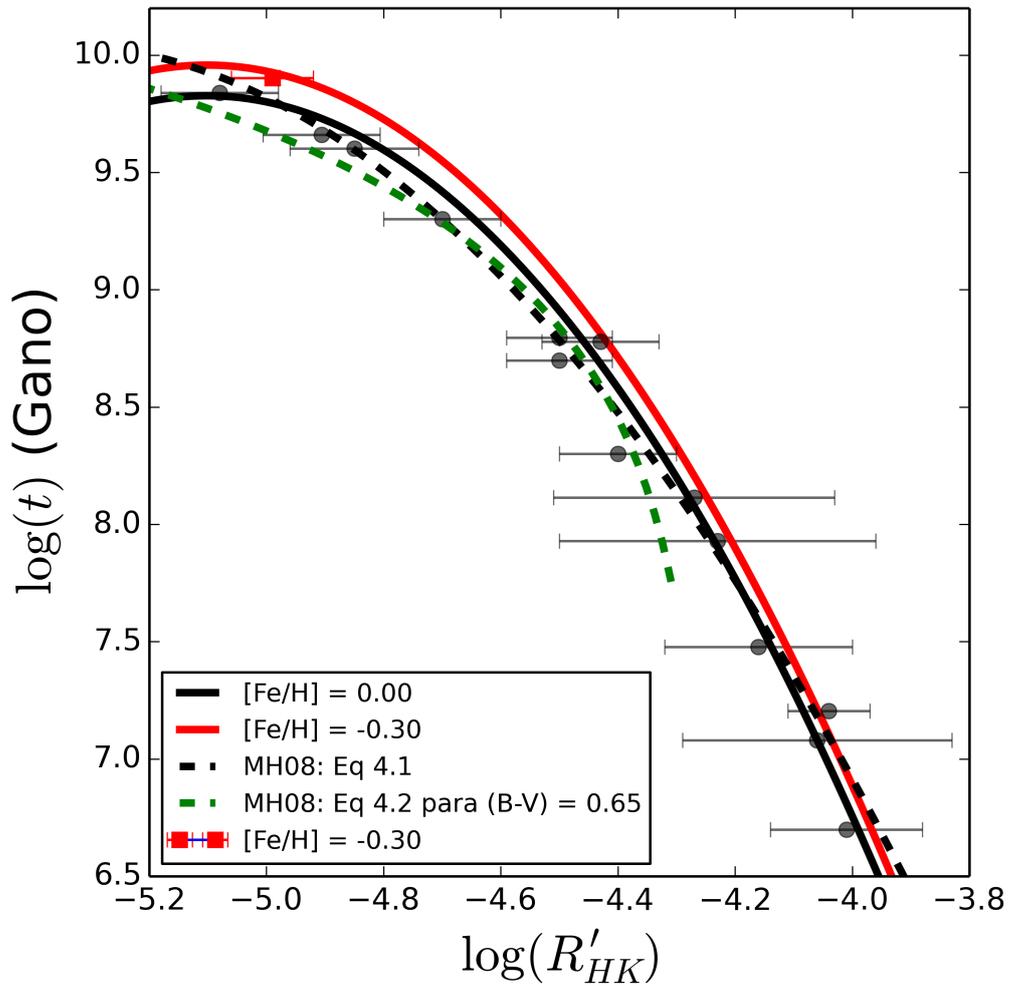


Figura 4.6: Figura mostrando os ajustes dos nossos modelos regressivos aos aglomerados abertos compilados por MH08. Representamos em linhas sólidas duas trajetórias de  $1 M/M_{\odot}$  com diferentes metalicidades:  $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.0$  (preta) e  $-0.3$  dex (vermelha). Como comparação, mostramos em linhas tracejadas as calibrações de MH08.

metros com massas entre 0.8 e 1.57  $M/M_{\odot}$ , incluindo estrelas pobres em metais e de metalicidade supersolar ( $-0.8 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0.46$ ) e idades acima de 0.6 Gano. Para cada uma destas estrelas, calculamos suas idades cromosféricas utilizando 4 abordagens distintas e, para a amostra de estrelas, o índice de correlação com as idades astrossismológicas foi obtido. As correlações encontradas são mostradas na Tabela 4.2 com informações adicionais sobre a dispersão de idade entre as estimativas, a abordagem adotada e o valor-p da correlação. Na Figura 4.7 (painéis superiores direito e esquerdo) são mostradas, respectivamente os resultados da primeira e segunda abordagens onde simulamos 10000 valores aleatórios de massas, metalicidades e níveis de atividade seguindo os valores médios dados pelas observações de cada um destes parâmetros. Em seguida, para cada simulação, computamos as idades cromosféricas baseados nas equações 4.3 e 4.4 e, ao fim do processo, calculamos os valores mais prováveis de idade e seus intervalos superiores e inferiores de confiança (16% e 64%,  $1\sigma$ ) a partir da distribuição cumulativa de probabilidade. Em cada simulação, foram incluídas apenas as idades cromosféricas fisicamente consistentes, ou seja, menores que 14 Gano. Na terceira abordagem ilustrada no painel inferior esquerdo, temos um procedimento análogo ao feito no capítulo 2 em que calculamos as idades isocronais a partir de um modelo bayesiano de probabilidade. Neste caso, temos informações de 3 variáveis observadas (massa, composição química e atividade cromosférica) e queremos saber a idade cromosférica estelar ( $t_{\text{crom}}$ ). Portanto, podemos utilizar o teorema de Bayes (equação 2.8) para calcular a probabilidade de uma estrela possuir uma idade dado que ela apresenta determinados valores dos parâmetros observados:

$$P(t|M/M_{\odot}, [\text{Fe}/\text{H}], \log(R'_{\text{HK}})) \propto P(\log(R'_{\text{HK}})|M/M_{\odot}, [\text{Fe}/\text{H}], t) \times \\ \times P(M/M_{\odot}) \times P([\text{Fe}/\text{H}]) \times P(t). \quad (4.5)$$

O termo  $P(\log(R'_{\text{HK}})|M/M_{\odot}, [\text{Fe}/\text{H}], t)$  é a nossa função de verossimilhança e os demais termos multiplicadores são as distribuições a priori para um dado valor de massa, idade e metalicidade. No en-

tanto, é necessário calcular uma função inversa à equação 4.4 que é dada por:

$$\begin{aligned} \log(R'_{\text{HK}}) = & -11.2590 + 1.7963 \log(t) - 0.2698[\text{Fe}/\text{H}] + \\ & + 26.1189 \log(M/M_{\odot}) - 2.7349 \log(t) \log(M/M_{\odot}) + \\ & - 0.1177 \log(t)^2 - 13.0703 \log(M/M_{\odot})^2 \end{aligned} \quad (4.6)$$

A partir desta função, a verossimilhança é calculada pela comparação entre os valores observados e do ajuste, admitindo que seus erros seguem uma distribuição gaussiana. O procedimento de obtenção da probabilidade a posteriori de idade é análogo às obtenções de idades isocronais, compartilhando das mesmas distribuições a priori de massa, metalicidade e idade. Dentro de um intervalo de  $4\sigma$  dado pelos erros observacionais de massa, metalicidade e atividade, calcula-se a equação 4.5 para todas as possibilidades de combinações entre estes parâmetros. Em seguida, esta distribuição de probabilidade é integrada ao longo de todas as dimensões investigadas:

$$P(t) \propto \int \int \int P(t|M/M_{\odot}, [\text{Fe}/\text{H}], \log(R'_{\text{HK}})) d(M/M_{\odot}) d[\text{Fe}/\text{H}] d \log(R'_{\text{HK}}). \quad (4.7)$$

A partir desta probabilidade, derivamos os valores mais prováveis para cada estrela juntamente com seus respectivos erros em idade. Apesar dos valores mais prováveis destas distribuições indicarem uma boa correlação entre idades astrossismológicas e as estimativas dadas pela inferência bayesiana ( $\rho = 0.7$ ), as incertezas derivadas neste processo são consideravelmente superiores àquelas dadas pelo método de Monte Carlo. Identificamos que três das quatro estrelas com maiores níveis de incerteza nas idades cromosféricas são aquelas que apresentam, conjuntamente, idade avançada, baixa metalicidade e baixa massa: HD 10700 ( $M/M_{\odot} = 0.8$ ,  $t_{\text{sismo}} = 9$  Gano,  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.45$ ), HD 203608 ( $M/M_{\odot} = 0.9$ ,  $t_{\text{sismo}} = 7.2$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.8$ ), HD 224930 ( $M/M_{\odot} = 0.78$ ,  $t_{\text{sismo}} = \geq 10$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.75$ ). A quarta estrela é a HD 22049 ( $M/M_{\odot} = 0.82$ ,  $t_{\text{sismo}} = 1.0$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.05$ ) que possui alto nível de atividade cromosférica e uma idade inferida de 0.2 Gano, 0.7 dex abaixo da estimativa astrossismológica. Possivelmente a técnica

Correlação ( $\rho$ )	$\sigma(t_{\text{astero}} - t_{\text{crom}})$	Abordagem	valor-p
0.87	0.14	eq. 4.3 + Monte Carlo	$1.54 \times 10^{-5} \%$
0.93	0.1	eq. 4.4 + Monte Carlo	$2.47 \times 10^{-8} \%$
0.7	0.2	4.7 + Inferência Bayesiana	$1.8 \times 10^{-2} \%$
0.46	0.34	eq. 4.1, MH08	4%

Tabela 4.2: Tabela com as correlações encontradas entre as idades sismológicas e três das abordagens descritas nesse capítulo, além da abordagem de MH08.

de inversão adotada para o cálculo da distribuição de probabilidade de idade apresenta limitações superiores ao método de Monte Carlo, principalmente quando aplicadas às estrelas de baixa massa, velhas e pobres. Se removermos as estrelas de massa abaixo de  $0.9 M/M_{\odot}$ , a correlação aumenta consideravelmente ( $\rho = 0.84$  e  $\sigma = 0.13$ ). Em um futuro próximo, modificaremos esta metodologia para que seja possível utilizar diretamente a informação dada pela calibração de idade (equação 4.3).

No painel inferior direito temos a quarta abordagem. Nela, aplicamos a relação simples entre idade e atividade dada pela calibração de MH08 (equação 4.1) e obtivemos a menor correlação dentre as metodologias testadas, evidenciando que a inclusão de variáveis como massa e composição química é capaz de fornecer, independentemente da abordagem adotada idades cromosféricas mais confiáveis e em melhor acordo com técnicas mais robustas e dispendiosas como a astrossismologia estelar.

### 4.3 Efeitos Sistemáticos na Relação Idade-Atividade

Apesar das boas correlações encontradas, é necessário investigar se a nossa abordagem é capaz de explicar satisfatoriamente alguns resultados que evidenciaram na literatura um comportamento contrário ao que encontramos. Em linhas gerais, a consideração da atividade cromosférica como cronômetro estelar confiável em estrelas velhas ( $\geq 2$  Gano) tem sido questionada ao longo dos anos (Pace & Pasquini 2004;

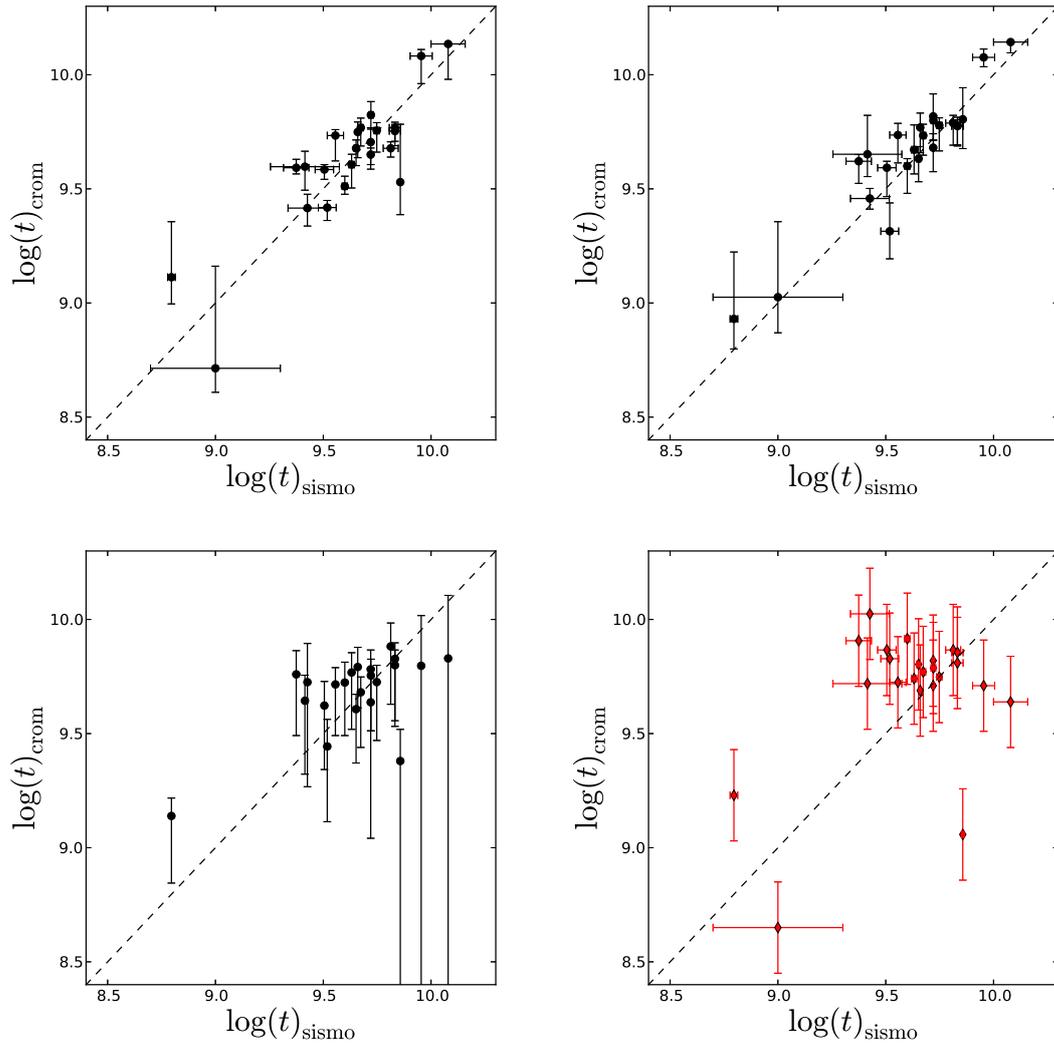


Figura 4.7: São mostradas as performances de diferentes abordagens para obtenção de idades cromosféricas e comparação com a astrossismologia estelar. Os painéis superiores são baseados nas simulações de Monte Carlo, da esquerda para direita, os cálculos referem-se às equações 4.3 e 4.4. Abaixo, novamente da esquerda para direita, mostramos as idades cromosféricas baseadas no modelo bayesiano e a calibração de MH08.

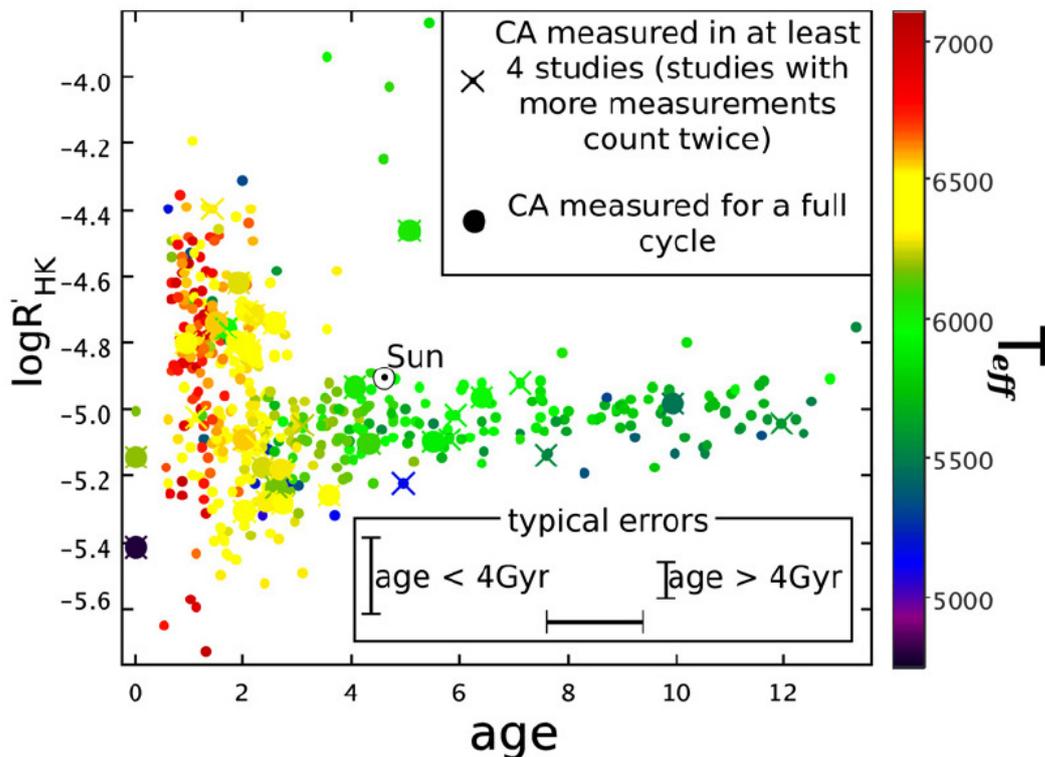


Figura 4.8: Relação idade-atividade observada por Pace (2013). Após  $\approx 2$  Gano, a evolução da atividade cromosférica permanece constante.

Pace et al. 2009; Pace 2013). O principal problema encontrado nestes trabalhos é uma aparente falta de evolução da atividade cromosférica entre um estreito intervalo de idades (2-4 Gano). Esta falta de evolução temporal da atividade sugeriria que as idades cromosféricas neste intervalo de idades poderiam ser fisicamente inadequadas. No entanto, as temperaturas efetivas de toda amostra analisada por esses autores são sistematicamente superiores aos valores solares, indicando um possível viés de massa. Pace (2013) avançou nestas conclusões considerando as estrelas de campo do *Geneva-Copenhagen Survey* (GCS) que apresentam idades baseadas em parâmetros fotométricos e, então, selecionou aquelas que apresentassem os menores erros em idade. Compilando esta subamostra no plano idade-atividade (Figura 4.8), foi notado que após  $\approx 1-2$  Gano, a atividade permaneceria constante corroborando suas conclusões em trabalhos anteriores.

Considerando todos os efeitos adicionais à idade que podem in-

cidir nos indicadores cromosféricos, é mesmo esperado que não seja detectada nenhuma evolução da atividade cromosférica quando se misturam na amostra estrelas de diferentes massas, metalicidades e idades. Um padrão interessante que reforça esta possibilidade é o fato do Sol ser mais ativo que o nível médio de atividade referente a todo intervalo de idade considerado na análise de Pace (2013). Isto provavelmente se deve ao viés de massa presente em uma amostra de estrelas selecionadas a partir dos baixos erros em idades isocronais. Vimos no capítulo 2 que, mesmo com temperaturas efetivas e metalicidades espectroscópicas de alta precisão (muito mais precisas que as estimativas do GCS) não é possível construir uma amostra significativa de estrelas com massa solar e idades precisas abaixo de 4 Gano. Como as incertezas dos parâmetros fotométricos são mais altas que as dos espectroscópicos, este efeito de seleção torna-se ainda mais evidente. Como complicador para a análise, caso os critérios de seleção fossem relaxados, seriam incluídas estrelas com distribuições de probabilidade de idade bastante assimétricas, dificultando ainda mais a interpretação da evolução da atividade cromosférica.

Em Pace (2013), é inevitável que a amostra seja dominada por estrelas mais evoluídas e, portanto, preferencialmente de maior massa que o Sol. Desta forma, é esperado que a distribuição de atividade destas estrelas seja sistematicamente inferior aos valores solares. Além disso, para idades inferiores, a dependência intrínseca da metalicidade nos indicadores cromosféricos soma-se à maior presença de estrelas ricas e de maior massa neste domínio, o que leva o nível de atividade artificialmente para valores ainda menores. Para maiores idades, a presença progressivamente maior de estrelas pobres em metais e menor massa pode elevar o nível de atividade estimado trazendo-o para valores próximos aos das estrelas mais jovens. O resultado líquido destas influências é descaracterizar completamente qualquer informação que possa ser obtida apenas com análise do plano fluxo-idade.

É possível entender grosseiramente este efeito partindo do princípio de que, para uma determinada estrela, temos acesso apenas à

sua informação sobre o grau de atividade cromosférica e desprezamos suas medidas de massa ou metalicidade. Se considerarmos que o nosso modelo de evolução da atividade reproduz satisfatoriamente os efeitos adicionais de massa e metalicidade e estes efeitos são reais ao longo de bilhões de anos, poderemos estimar o erro em idade provocado por estas simplificações.

A relação simples idade-atividade consiste em uma abordagem bidimensional (2D) de uma problema que na realidade é de natureza multidimensional (Idade-Massa-Metalicidade-Atividade). Desta forma, podemos abordar estas limitações partindo de 3 distribuições distintas de probabilidade. A primeira refere-se unicamente à atividade cromosférica estelar que é conhecida e equacionada pela abordagem em 2D (relação idade-atividade). As demais distribuições de probabilidade são de massa e metalicidade estelar que não são acessadas pela relação idade-atividade. Portanto, dado que estas são variáveis que modificam o nível de atividade estelar significativamente, elas devem ser uma fonte adicional de erros sistemáticos nas determinações de idade. A combinação destes efeitos, de forma líquida, pode gerar distribuições finais de idades cromosféricas mais alargadas, dado um determinado nível de atividade. Isto não aconteceria, necessariamente, por uma ineficiência intrínseca da datação cromosférica, mas sim por uma interpretação incompleta acerca de suas dependências.

Como teste inicial, utilizamos a equação 4.3 para quatro estágios de evolução cromosférica de uma estrela fictícia ( $\log(R'_{HK}) = -4.5, -4.7, -4.9$  e  $-5.1$ ) com variabilidade intrínseca de 0.05 dex, metalicidade típica do disco fino Galático ( $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.1$  dex) e massa  $1.1 M/M_{\odot}$ . Adotamos uma dispersão de massa de  $\pm 0.15 M/M_{\odot}$  e  $[\text{Fe}/\text{H}]$  de  $\pm 0.2$  dex que tem por objetivo representar grosseiramente os efeitos da desconsideração desta variável no cálculo das idades cromosférica.

Na Figura 4.9 (painel superiores esquerdo), mostramos os resultados das simulações para cada estágio de atividade descrito no parágrafo anterior. É perceptível que as distribuições de probabilidade, na média, deslocam-se para a direita indicando uma leve evolução da

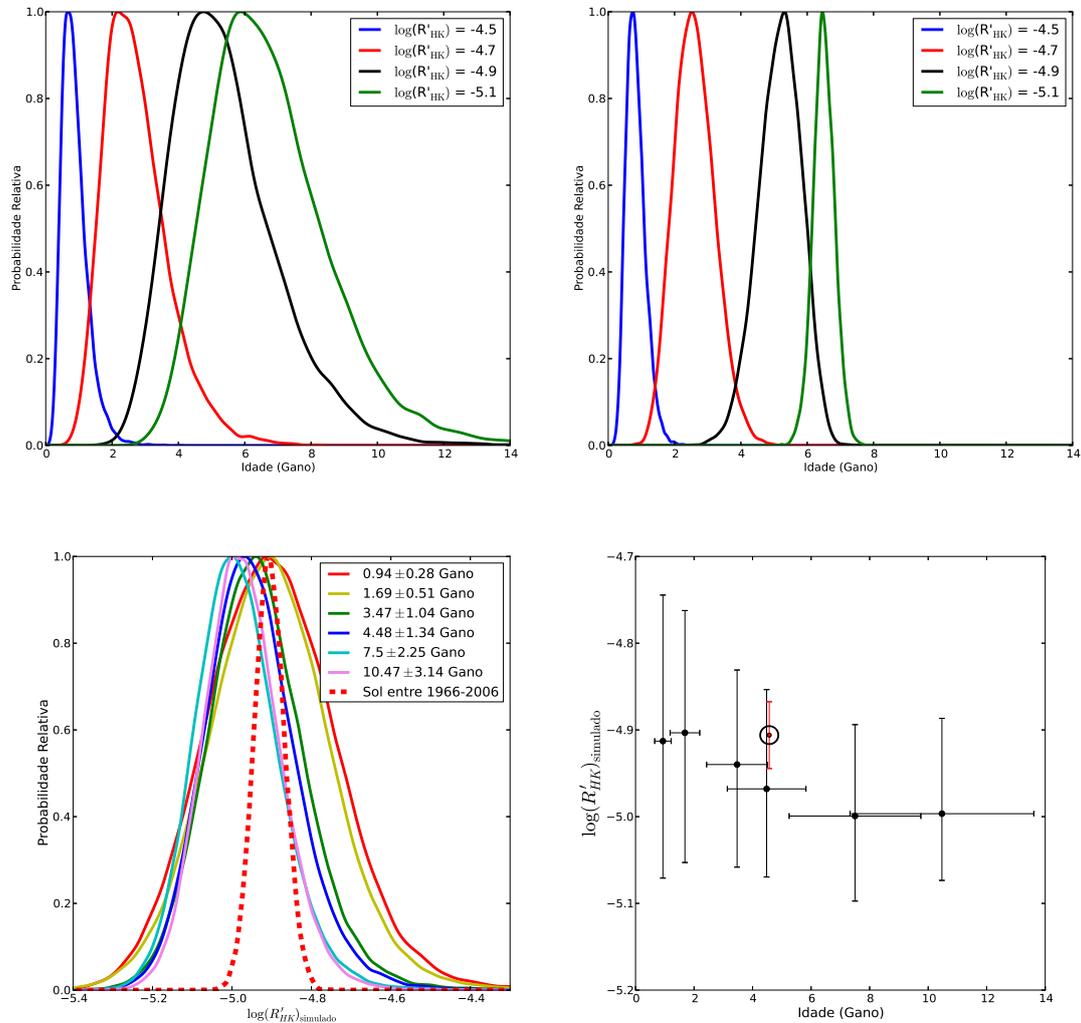


Figura 4.9: Painel superior esquerdo: São mostradas as simulações das idades cromosféricas via equação 4.3 desconsiderando as variáveis massa e metalicidade. A desconsideração da influência da massa e metalicidade provocam neste diagrama distribuições de idades alargadas para os diferentes níveis de atividade. Este comportamento se traduz no plano idade-atividade como um maior espalhamento na relação. Painel superior direito: Mesmo procedimento do painel esquerdo, porém com incertezas baixas nas determinações de massas e metalicidades. As distribuições de idades neste cenário são visivelmente mais estreitas, indicando a possibilidade de datação cromosférica mais precisa. Painel inferior esquerdo: A distribuição de atividade simulada a partir da amostra de estrelas com idades precisas do GCS e da equação 4.6. Painel inferior direito: As mesmas simulações para o plano idade-atividade.

atividade cromosférica. Todavia, ocorre uma crescente sobreposição das mesmas, o que indica uma perda do poder preditivo das calibrações simples de idade, em princípio. Em outras palavras, a influência dos erros de atividade e, principalmente, massa e metalicidade ganha importância na tarefa de datação estelar. Esta sobreposição poderia ser interpretada no plano fluxo-idade como uma empilhamento de estrelas ao redor de  $\log(R'_{HK}) \approx -5.0$  dex.

De certa maneira, esta interpretação condiz com a evidência observacional dada pela distribuição bimodal de atividade encontrada na vizinhança solar (Henry et al. 1996), sendo que a sobredensidade de estrelas descrita acima trata apenas do segundo pico relacionado às estrelas mais inativas. É interessante, comparar o cenário descrito anteriormente com um outro, agora, com o conhecimento acerca da influência da massa e metalicidade estelares na evolução cromosférica. Então, adotamos o mesmo procedimento anterior, porém restringindo as dimensões de massa e metalicidade com estimativas precisas típicas destes parâmetros ( $\sigma = 0.03$  M/M<sub>⊙</sub> e 0.05 dex), na Figura 4.9 (painel superior direito). Recalculamos as distribuições de idade para os mesmos quatro estágios e, como era esperado, a separação entre os mesmos fica visivelmente maior, o que indicaria a possibilidade de discriminarmos a idade estelar dentro de um grau de confiança superior. Portanto, temos um indicativo de que a desconsideração da massa e metalicidade nos modelos de evolução cromosférica podem se traduzir em um considerável espalhamento no plano idade-atividade.

Na análise feita por Pace (2013), as dispersões típicas em massa e metalicidade para cada intervalo de idade considerado em sua amostra é razoavelmente semelhante aos valores utilizados no parágrafo anterior, nos dando o leve indicativo de que é possível explicar a partir dos nossos modelos também a aparente falta de atividade além de 2 Gano invertendo a abordagem anterior. Desta forma, partimos da amostra do GCS e selecionamos as estrelas seguindo o critério de Pace (2013). A partir desta subamostra, computamos as respectivas distribuições de massa e metalicidade para intervalos de idade específicos. Mostramos na Tabela 4.3 os parâmetros típicos e suas dispersões em

$\bar{t}$ (Gano)	0.94	1.69	3.47	4.48	7.5	10.47
$\overline{M/M_{\odot}}$	1.62	1.47	1.25	1.18	1.05	0.94
$\sigma(M/M_{\odot})$	0.11	0.09	0.06	0.05	0.04	0.06
$\overline{[Fe/H]}$	0.24	-0.04	-0.03	-0.05	-0.11	-0.25
$\sigma([Fe/H])$	0.15	0.15	0.18	0.21	0.24	0.27

Tabela 4.3: Tabela com a média e dispersão de massas e metalicidades das subamostras GCS com diferentes intervalos de idade.

cada intervalo de idade adotado. Como foi mencionado nos capítulos anteriores, considerando o grau de incerteza típico dos parâmetros estelares, selecionar as melhores idades implica inevitavelmente na inclusão preferencial das estrelas de maior massa e, no caso do survey GCS, apenas acentua-se este efeito de seleção. É perceptível que uma estrela de massa solar só se torna típica nessa amostra além de 7.5 Gano enquanto, as de maior massa situam-se nas menores idades, em acordo com o quadro de velocidades evolutivas posto na Figura 2.1 (cap. 2). A metalicidade média também varia de forma decrescente em função da idade, no entanto, sua dispersão persiste em valores altos ( $\sigma([Fe/H]) \geq 0.15$ ). Em particular, os indicadores cromosféricos baseados nas linhas do Ca II sofrem simultaneamente estes efeitos de seleção de massa e metalicidade que se manifestam no plano idade-atividade reduzindo e aumentando de forma perceptível, respectivamente, o nível de atividade em estrelas de campo jovens e velhas.

Com isso, partimos das informações contidas na Tabela 4.3 e calculamos a distribuição de atividade esperada para cada intervalo usando a equação 4.6 e mostramos no painel inferior esquerdo da Figura 4.9. Novamente, confirmamos que estas estão altamente sobrepostas e apresentam, na média, valores de atividade iguais ou inferiores aos solares, o que pode ser igualmente percebido nos resultados derivados por Pace (2013) (Figura 4.8). De um outro ponto de vista (no painel inferior direito), é possível acessar a mesma informação traduzida no plano idade-atividade. Confirmamos que nossa abordagem é capaz também de explicar razoavelmente a falta da evolução de atividade em estrelas velhas, reproduzindo níveis apro-

ximadamente constantes (dentro das dispersões) além de 2 Gano. Além disto, foi possível explicar também o comportamento peculiar do Sol com níveis de atividade superiores às demais estrelas, sendo tão ou mais ativo que a média esperada para idades entre 1-2 Gano. Para cada intervalo de idade, derivamos também as dispersões de atividade cromosférica que são representadas no painel inferior direito pelas barras de erro horizontais. É possível perceber que existe um bom grau de semelhança com o padrão de espalhamento encontrado na Figura 4.8 com amplitudes superiores para as estrelas mais jovens indo de  $\log(R'_{HK}) \approx -4.7$  a  $-5.1$  e aproximadamente constante para as demais ( $-5.1 \leq \log(R'_{HK}) \leq -4.9$ ).

As amostras calibradoras utilizadas até aqui ainda estão longe de serem altamente representativas em todo domínio de massa, idade, metalicidade e atividade estelar. Por estes motivos, descreveremos a seguir nossas investigações sobre a evolução da atividade cromosférica em aglomerados abertos velhos e diferentes metalicidades. Como primeiro passo, apresentaremos a análise restrita à metalicidade solar incluindo os aglomerados abertos NGC 188 e M 67.

## 4.4 Atividade Cromosférica em Aglomerados Abertos Velhos

Aglomerados abertos são alvos interessantes para o estudo da atividade cromosférica e sua conexão com propriedades estruturais estelares, uma vez que seus membros possuem idades e composições químicas similares, possibilitando a análise direta de dependências com a idade (Mamajek & Hillenbrand 2008) e metalicidade (Rocha-Pinto & Maciel 1998a). Além disto, tais sistemas permitem a investigação concomitante das influências de ciclo nas estimativas de idades cromosféricas (Giampapa et al. 2006) adicionalmente às tendências estruturais da atividade com a massa estelar (Lyra & Porto de Mello 2005). Com o objetivo de estudar a relação idade-atividade, os aglomerados abertos são extremamente importantes devido às suas esti-

Aglomerado Aberto	Idade (Gano)	[Fe/H]	$\log(R'_{HK})$
Plêiades	0.1	0.0	-4.27
M34	0.2	0.07	-4.40
Híades	0.6	0.1	-4.50
M 67	4.0	0.0	-4.85
Sol	4.6	0.0	-4.91

Tabela 4.4: Aglomerados com idades acima de 0.1 Gano com medidas  $S_{MW}$  compiladas por Mamajek & Hillenbrand (2008). Adicionamos o Sol como comparação. Os índices de atividade relativos de outros aglomerados como NGC 188, NGC 752 e Coma Ber não foram considerados por haver desconfiança sobre a consistência de sua calibração para o sistema de MW. Discutiremos este problema adiante.

mativas robustas de idade em comparação com a grande maioria das estrelas de campo (cap. 2). No entanto, observações espectroscópicas destinadas a obter os níveis de atividade dos aglomerados abertos de idade avançada e distantes são bastante escassas (Tabela 4.4). Na literatura, não existe nenhum estudo neste tema de qualquer aglomerado que tanto apresente metalicidade consideravelmente diferente quanto idade superiores às solares. De fato, o aglomerado mais velho no qual houve um estudo sistemático da atividade cromosférica foi M 67 (Giampapa et al. 2006) que possui 4 Gano de idade e metalicidade solar.

É importante frisar que nossos resultados apresentados na seção anterior não invalidam as conclusões feitas por Pace & Pasquini (2004), Pace et al. (2009) e Pace (2013). Eles nos indicam que, baseados em dados atuais, existem efeitos sistemáticos que afetam significativamente o plano fluxo-idade que, por si só, não pode ser tratado como um discriminador suficiente da evolução da atividade cromosférica. Uma interpretação incluindo as dependências concomitantes de massa e metalicidade é capaz tanto de corroborar a evolução da atividade cromosférica em função dos aglomerados abertos até a idade solar quanto evidenciar um considerável espalhamento no plano fluxo-idade para estrelas de campo. De fato, esta dualidade é plenamente compreensível visto que este problema pode ser fisicamente dependente de múltiplos parâmetros inter-relacionados e também suscetível

a diversos efeitos de seleção.

Estas complicações listadas podem, inclusive, afetar nossas conclusões até o momento, uma vez que as amostras carecem de aglomerados abertos velhos como pontos calibradores além da idade solar. Entendemos que um cenário de total insensibilidade da atividade cromosférica com a idade (após  $\approx 2$  Gano) aliado a uma relação idade-metalicidade emularia, em tese, uma dependência dos fluxos cromosféricos com a metalicidade. Isto aconteceria sem que, de fato, houvesse uma relação causal entre metalicidade e nível de atividade estelar. *Se esse cenário hipotético fosse real, esperaríamos que aglomerados abertos velhos como M 67 (4 Gano) e NGC 188 (6 Gano) de mesma metalicidade possuam o mesmo nível de atividade.* Pela Tabela 4.4, a média da distribuição de atividade de M 67 é ligeiramente superior à solar e significativamente inferior às Híades. Embora exista um cenário favorável à evolução da atividade cromosférica até M 67, as informações além de 4 Gano ainda são bastante conflitantes.

Com relação ao NGC 188, existem apenas 3 membros com medidas de atividade que datam da década de 80\*\* (Barry et al. 1984, 1987) e a consistência de tais medidas ainda é tema de debate na literatura. Segundo Pace (2013), o nível de atividade mostrada em Barry et al. (1987) não necessita de correções ao ser convertido para o sistema de MW, portanto a atividade medida do aglomerado deve ser  $\log(R'_{\text{HK}}) = -4.7$  dex. Enquanto Soderblom et al. (1991) argumenta que estes valores necessitam de uma devida conversão que, por fim, retorna  $\log(R'_{\text{HK}}) = -5.08$  dex. Sendo assim, temos  $\approx 0.4$  dex de diferença entre as abordagens que se traduzem em idades cromosféricas entre 2 e 7 Gano. Diante deste impasse que já se estende por 25 anos, ao menos, nos propusemos a observar em baixa resolução dezenas de estrelas no campo do aglomerado NGC 188.

---

\*\*Além disto, a pertinência destes membros ao NGC 188 não foi recentemente revista.

### 4.4.1 A Amostra e Redução de Dados

As observações do NGC 188 cumprem um papel importante no estabelecimento das relações entre idade e atividade cromosférica para estrelas velhas semelhantes ao Sol. Este aglomerado faz parte do objetivo primário nosso que é delinear a trajetória evolutiva cromosférica solar até um domínio de idades avançado. Em um sentido mais amplo, soma-se ao nosso objetivo principal a busca por estrelas de aglomerados abertos velhos com composições químicas superficiais distintas. Idealmente, para evidenciarmos uma possível dependência direta (estrutural) da metalicidade nos níveis de atividade, é necessário observar alvos de mesma idade porém com o máximo possível de  $\Delta[\text{Fe}/\text{H}]$  ( $[\text{Fe}/\text{H}]_1 - [\text{Fe}/\text{H}]_2$ ).

Assim, procuramos por aglomerados abertos que apresentassem idade avançada (acima de 2 Gano) e que possuísem algum critério de pertinência robusto como compatibilidade de velocidades radiais entre os membros e/ou movimentos próprios compatíveis com a média de cada aglomerado. A busca sistemática por estes candidatos, apesar de bastante árdua, evidenciou apenas 3 alvos bastante distantes e débeis, além do NGC 188: M 67 (4 Gano,  $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.0$ ), NGC 2243 (3 Gano,  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.55$ ) e NGC 6253 (3 Gano,  $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.45$ ). No caso de M 67 que é o aglomerado selecionado mais próximo, a magnitude visual típica de uma estrela de tipo solar é de  $V \approx 15$ , enquanto no caso do aglomerado mais distante, como NGC 2243, a magnitude visual ultrapassa  $V = 17.5$ , o que torna impossível a utilização de telescópios de pequeno ou mesmo médio porte.

Desta forma, com intuito de observar o maior número possível de estrelas nestes aglomerados, submetemos 4 pedidos de tempo entre 2013B e 2015A que foram aprovados para os espectrógrafos *Gemini Multi-Object Spectrographs* (GMOS) montados nos telescópios de 8.1m Gemini Sul e Norte. Aproveitamos o campo de observação de 5.5 minutos de arco quadrados para observarmos em torno de 30 estrelas em cada exposição. Mantivemos a mesma configuração instrumental ao longo de todas as observações e adotamos a rede de difração B1200 com fenda de 0.75" alcançando um poder resolutor

de  $R \approx 2500$ . Como comprimento de onda central, escolhemos  $3950 \text{ \AA}$  e obtivemos uma cobertura espectral de  $1590 \text{ \AA}$  ao redor das linhas H & K do Ca II. Além das transições metálicas interessantes, estão cobertas as linhas H $\delta$ , H $\gamma$  e H $\beta$  (em poucos casos).

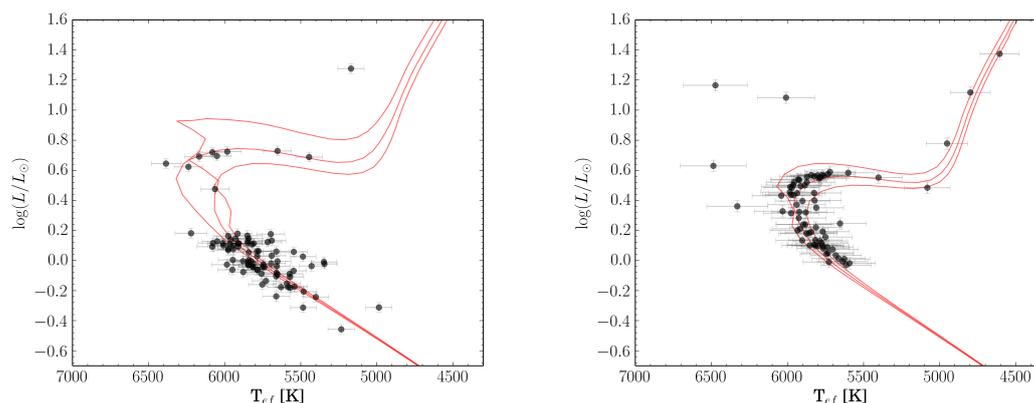
Adotamos o aglomerado M 67 como padrão de nossas análises observando-o tanto no GMOS-S quanto no GMOS-N. Aqui, descreveremos apenas os resultados das observações realizadas no GMOS-N, juntamente com o NGC 188. Na etapa de seleção das observações, decidimos restringir nossos alvos a 3 e 1 campos  $5.5' \times 5.5'$  do NGC 188 e M 67, respectivamente. Em M 67 demos prioridade a 13 estrelas entre  $0.9$  e  $1.1 M/M_{\odot}$  em comum com as análises de Giampapa et al. (2006) e Mamajek & Hillenbrand (2008). Elas serão utilizadas como âncoras de conversão para o sistema de MW. Posteriormente, avaliamos a pertinência de todas as estrelas observadas ( $V$  entre  $14.0$  e  $15.2$ ,  $0.9 \leq M/M_{\odot} \leq 1.3$ ) segundo (Geller et al. 2015). Selecionamos em NGC 188 como alvos prioritários as estrelas de tipo solar sem indicativos de binaridade e com alta probabilidade ( $\geq 80\%$ ) de pertinência ao aglomerado, segundo as informações sobre velocidades radiais e movimentos próprios (Geller et al. 2008). A amostra resultante consiste de estrelas G com magnitudes visuais  $V$  entre  $14.5$  e  $16.5$ , o que corresponde a massas entre  $0.9$  e  $1.15$  massas solares (incluindo anãs e subgigantes). Sintetizamos na Tabela 4.5 as informações úteis sobre os aglomerados.

Calculamos temperaturas efetivas fotométricas utilizando os índices (B-V) (Yadav et al. 2008; Geller et al. 2008) e as calibrações de Casagrande et al. (2011) para metalicidade solar. Por meio de simulações de Monte Carlo, estimamos  $\sigma_{T_{\text{ef}}}$  incluindo os erros internos da calibração, da metalicidade e da fotometria. Os valores típicos encontrados foram  $100 \text{ K}$  e  $120 \text{ K}$  para M 67 e NGC 188, respectivamente. As simulações consideraram  $\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]} = 0.1 \text{ dex}$ ,  $\sigma_{(\text{B}-\text{V})} = 0.02$  para M 67 e  $0.05$  para NGC 188. Com auxílio dos dados mostrados na Tabela 4.5, utilizamos as correções bolométricas de Flower (1996) para determinarmos as luminosidades estelares ( $\log(L/L_{\odot})$ ). Então, calculamos idades isocronais, massas e demais parâmetros fundamen-

Dados	M 67	Referência	NGC 188	Referência
V (mag)	12.5-15	Yadav et al. (2008)	14.5-16.5	Geller et al. (2008)
M/M <sub>☉</sub>	0.9-1.4	Cap. 2	0.9-1.15	Cap. 2
N <sub>membros</sub>	61	-	52	-
E(B-V)	0.041 ± 0.01	Yadav et al. (2008)	0.09 ± 0.01	Geller et al. (2008)
(m-M) <sub>0</sub>	9.64 ± 0.08	Yadav et al. (2008)	11.51 ± 0.09	Geller et al. (2008)
Idade	4 ± 0.5	Isócronas	6 ± 0.5	Isócronas

Tabela 4.5: Informações adicionais sobre os aglomerados estudados.

tais via equação 2.15 para  $N = 1$  (cap. 2). Mostramos na Figura 4.10 os diagramas HR dos dois aglomerados acompanhados de suas isócronas de  $4 \pm 1$  Gano (painel esquerdo, M 67) e  $6 \pm 1$  Gano (painel direito, NGC 188) para metalicidade solar (Kim et al. 2002; Yi et al. 2003).

Figura 4.10: Isócronas de  $4 \pm 1$  Gano (painel esquerdo) para as estrelas de M 67 e  $6 \pm 1$  (painel direito) para as estrelas do NGC 188.

Todos os espectros foram reduzidos utilizando os procedimentos padrão disponíveis no pacote Gemini-GMOS do IRAF. De forma geral, a metodologia aqui empregada é semelhante à aplicada no cap. 3, com a diferença de que no caso dos dados Gemini, os procedimentos são mais automatizados com tarefas pré-moldadas que padronizam a etapa de redução dos dados. Adotamos como guia de redução o roteiro disponibilizado online<sup>††</sup> pela Dra. Kelle Cruz (*Department of Physics & Astronomy, Hunter College*) que sintetiza todos os passos importantes para redução de dados espectroscópicos multi-objetos do GEMINI. Inicialmente, foi necessário atualizar o cabeçalho de cada

<sup>††</sup>[http://kellecruz.com/gmos/gemini\\_reduction.html](http://kellecruz.com/gmos/gemini_reduction.html)

um dos espectros utilizando a tarefa *gprepare* que inclui dados específicos utilizados na máscara de observações sobre o posicionamento das múltiplas fendas. Utilizamos as tarefas *gbias* e *gflatten* para definirmos as funções de correção atribuídas aos bias e aos flat-fields. Em seguida, aplicamos estas correções juntamente com as de overscan resultando em um espectro corrigido único para cada fenda com auxílio da tarefa *gsreduce*. Derivamos uma calibração de comprimento de onda a partir da identificação das linhas de emissão das lâmpadas de CuAr e obtivemos erros típicos de ajuste entre 0.1 e 0.2 Å. Com a tarefa *gstransform*, aplicamos estas calibrações em todas nossas observações obtendo, por fim, espectros transformados em comprimento de onda. A correção de luz espalhada e linearização dos espectros foram realizadas com as *appscatter* e *appall* sob os mesmos moldes descritos no cap. 3.

De acordo com Hall & Lockwood (1995), adotamos como pontos calibradores para as regiões de pseudo-contínuo os comprimentos de onda 3912 e 4000 Å, ao redor das linhas H & K do Ca II. Para corrigirmos os efeitos de *line-blanketing*<sup>‡‡</sup> presentes na região do ultravioleta, seguimos as calibrações dadas em Hall & Lockwood (1995) e efetuamos as seguintes correções de inclinação do contínuo em 3912 Å e 4000 Å:

$$\epsilon(3912) = 1.032 - 0.296(B - V) \quad (4.8)$$

e

$$\epsilon(4000) = 1.060 - 0.167(B - V). \quad (4.9)$$

Para cada índice de cor (B-V), calculamos os respectivos valores de  $\epsilon$ , ajustamos uma reta entre os dois pontos de pseudo-contínuo (3912 e 4000Å) e aplicamos a devida correção em todos os espectros. Para testarmos a consistência de nosso procedimento de normalização, para as mesmas regiões de pseudo-contínuo, comparamos uma estrela do NGC 188, outra do M 67 com (B-V) = 0.65 e um espectro solar retirado do *NSO Solar Flux Atlas* (Wallace et al. 2011). A grande densidade de linhas fotosféricas presentes nesta região espectral é responsável por um rebaixamento adicional do contínuo estelar,

---

<sup>‡‡</sup> Rebaixamento do contínuo devido à alta densidade de linhas metálicas.

portanto, corrigimos os efeitos instrumentais degradando o espectro solar para a mesma resolução nossa. Confirmamos a consistência de nossas normalizações com um bom acordo dentro 1.5% entre nossas observações e o atlas solar. Para ilustrar os espectros típicos analisados neste projeto, mostramos na Figura 4.11 5 estrelas de cada aglomerado com  $(B-V) = 0.74 \pm 0.05$ . Já é possível perceber visualmente uma leve diferença dos níveis de atividade entre NGC 188 (preto) e M 67 (vermelho).

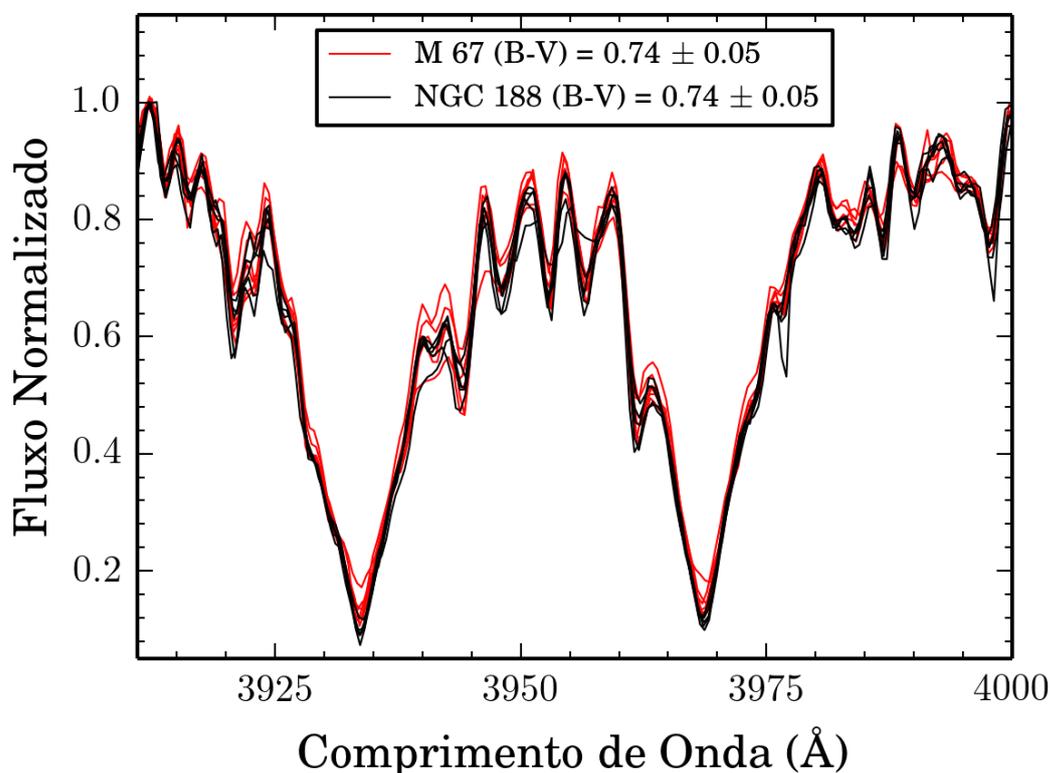


Figura 4.11: Região entre as linhas H & K do Ca II para os espectros GMOS/Gemini. Em vermelho temos o aglomerado M 67 e, em preto, o NGC 188.

As estrelas de calibração para o sistema de MW são suficientemente brilhantes para saturar os CCDs do GMOS em poucos segundos. Além disto, como necessitamos de  $\gtrsim 10$  estrelas calibradoras, o curto tempo de exposição necessário aliado aos *overheads* entre cada observação ( $\approx 20$  minutos) tornam proibitiva a utilização destes alvos em nossa análise. Sendo assim, recorreremos às estrelas do M 67

---

Tempos de leitura do CCD, apontamento do telescópio, obtenção dos espectros de aquisição e posicionamento das máscaras de observações.

observadas por Giampapa et al. (2006) e convertidas para o sistema de MW em Mamajek & Hillenbrand (2008). Estas estrelas estão suficientemente próximas entre si para que observemos dezenas de alvos em apenas um campo de observação  $5.5' \times 5.5'$ . Portanto, para preservarmos o máximo de similaridade entre as análises, assim como em Giampapa et al. (2006), adotamos o índice instrumental  $\text{HK}_{\text{inst}}$  como indicador da atividade cromosférica de nossas estrelas que é definido como o somatório dos fluxos medidos dentro de um intervalo de  $1 \text{ \AA}$  ao redor do centro de cada linha do Ca II H & K (White & Livingston 1981). De forma conservadora, avaliamos a maior quantidade possível de fontes de erro em nossa análise, compondo nossos erros finais nos índices de atividade com as incertezas na correção de *line-blanketing* devido aos índices de cor (B-V) e contagem eletrônica. Para estimarmos os erros na correção *line-blanketing*, realizamos  $10^3$  simulações de Monte Carlo considerando as incertezas em (B-V), recalculamos as eq. 4.8 e 4.9 e estimamos seus valores médios ( $\bar{\epsilon}$ ) e desvios-padrão ( $\sigma(\epsilon)$ ). Como estamos estudando estrelas coevas com índices de atividade derivados sob os mesmos procedimentos, efeitos sistemáticos são minorados por meio de uma análise comparativa. Ainda assim, preferimos permanecer considerando estes erros nas correções de *line-blanketing*. Propagamos quadraticamente os desvios-padrão destas medidas com os erros internos dessas correções (10%, Hall & Lockwood (1995)):

$$\sigma(\epsilon) = \sqrt{\sigma(\epsilon)^2 + (0.1 \bar{\epsilon})^2} \quad (4.10)$$

A partir destes valores propagados, resimulamos as mesmas equações (4.8 e 4.9), agora considerando suas estimativas de erro atualizadas. Para cada  $i = 10^3$  simulações, recalculamos a correção de *line-blanketing* ( $\epsilon_i$ ), renormalizando cada espectro e obtendo o respectivo índice  $\text{HK}_{\text{inst}i}$  cuja incerteza é dada por (Busà et al. 2007):

$$\sigma(\text{HK}_{\text{inst}}) = \sqrt{\left(\frac{1}{N}\right) \left(\frac{\Delta\lambda}{SR}\right)^2 \sum_k \text{fluxo}_k^2}, \quad (4.11)$$

onde  $N$  refere-se à quantidade de pixels dentro do intervalo de  $1 \text{ \AA}$  e  $\Delta\lambda$  é a amostragem espectral. A razão sinal-ruído (SR) foi estimada a partir da raiz quadrada da soma das contagens eletrônicas multiplicadas pelo ganho do CCD. Para esta tarefa, a soma foi realizada nos espectros anteriores às normalizações e consideramos as regiões ao redor das linhas H & K, dentro do intervalo espectral definido pelos índices  $\text{HK}_{\text{inst}}$ . Em seguida, convertemos nossas medidas de atividade para o sistema de Giampapa et al. (2006) ( $\text{HK}_{\text{G06}}$ ) compilando uma subamostra de estrelas em comum através da equação:

$$\text{HK}_{\text{G06}} = -31.769 + 0.943\text{HK}_{\text{inst}}, \quad (4.12)$$

onde  $\text{HK}_{\text{inst}}$  são as nossas medidas diretas. Os erros de ajuste são de  $15 \text{ m\AA}$ . Verificamos que a variabilidade média das estrelas do M 67 observadas por G06 é de  $20 \pm 13 \text{ m\AA}$ , valor compatível com os nossos erros de ajuste. Ao fim das simulações, encontramos erros finais de  $\sigma(\text{HK})/\text{HK} \approx 10\%$ . Nossas incertezas são superiores às reportadas por Giampapa et al. (2006) ( $\sigma(\text{HK}_{\text{G06}})/\text{HK}_{\text{G06}} \approx 5\%$ ) devido tanto à diferença na qualidade das observações quanto o fato de considerarmos fontes adicionais de incertezas em nossa análise. Com os índices convertidos, pudemos incrementar nossa amostra com as estrelas do M 67 de G06. A partir daqui, por efeitos de simplificação, definiremos:

$$\text{HK} \equiv \text{HK}_{\text{G06}}. \quad (4.13)$$

#### 4.4.2 A Atividade Evolui após a Idade Solar?

Já é bem estabelecido que estrelas de tipo solar flutuam os níveis de atividade cromosférica de forma sazonal seguindo as modulações provocadas por seus campos magnéticos globais (Baliunas et al. 1995). Portanto, idealmente, são necessárias observações sistemáticas ao longo de alguns ciclos estelares até que seja conhecida, com considerável confiança, seu nível médio individual de atividade cromosférica. Alternativamente, uma forma de estimarmos este nível médio para uma idade específica é observar simultaneamente uma grande

amostra de estrelas em um determinado aglomerado aberto. Desta maneira, dado que estas estrelas possuem campos magnéticos cíclicos, a partir da distribuição de atividade cromosférica observada em múltiplas estrelas, é possível inferir a magnitude da influência dos ciclos nas estimativas médias de atividade cromosférica e, assim, estimar o seu impacto na relação idade-atividade.

Em um contexto mais geral, voltando ao questionamento se a atividade evolui após  $\approx 2$  Gano, é interessante também transformar as medidas dos índices HK para o sistema de MW e testá-las com as calibrações de idade derivadas neste capítulo. Como os procedimentos de transformação realizados por G06 não foram detalhados o suficiente para reproduzirmos com exatidão os passos adotados nesta etapa, preferimos comparar diretamente seus índices de atividade com os  $\log(R'_{\text{HK}})$  presentes em Mamajek & Hillenbrand (2008). Felizmente, verificamos que existe uma relação quadrática clara entre eles, incluindo uma dependência de (B-V):

$$\log(R'_{\text{HK}}) = -16.970 + 8.867X + 5.948Y - 2.512XY - 1.587X^2 + 3.807Y^2, \quad (4.14)$$

onde  $X = \log(\text{HK})$  e  $Y = \log((B - V))$  com  $\sigma = 0.008$  dex. Assim, com a equação 4.14 pudemos converter todos os índices HK para o sistema de MW. Estimamos os erros de  $\log(R'_{\text{HK}})$  por meio da propagação quadrática a partir da eq. 4.14 e os  $\sigma(\text{HK})$  de cada estrela, resultando em  $\sigma(\log(R'_{\text{HK}})) \leq 0.1$  dex. Portanto, fica evidente que a maior fonte de incerteza na nossa análise advém do cálculo e conversão dos índices HK.

Na Figura 4.12 (painéis superiores) é possível detectar que as distribuições de atividade dos aglomerados de diferentes idades são diferentes. Esta diferença é representada pelo fato das estrelas do NGC 188 povoarem, na média, níveis de atividade inferiores ao M 67, confirmando que a evolução da atividade cromosférica se sustenta até ao menos 6 Gano. As distribuições mostradas para cada aglomerado estão subtraídas das estrelas com níveis de atividade distantes em mais de  $2\sigma$  de cada valor médio. Apenas 5 estrelas, 3 do NGC 188 e 2 do M 67 foram removidas, representando  $\approx 6\%$  e  $3\%$ , respectivamente. A

dispersão encontrada em cada aglomerado é compatível com os erros estimados dos índices de atividade, e a mesma é inferior às diferenças entre os níveis médios do M 67 e NGC 188. Calculamos níveis médios e dispersões de atividade de  $201 \pm 18$  ( $\log(R'_{\text{HK}}) = -4.83 \pm 0.08$ ) e  $167 \pm 18$  mÅ ( $\log(R'_{\text{HK}}) = -5.03 \pm 0.1$ ) para M 67 e NGC 188, respectivamente. O valor derivado de  $\log(R'_{\text{HK}})$  para NGC 188 está de acordo com o fornecido por Soderblom et al. (1991). Nossa análise responde a questão sobre o nível real de atividade cromosférica do NGC 188 e fornece uma estimativa média de atividade mais robusta, uma vez que a nossa amostra é  $16\times$  maior que a de Soderblom et al. (1991). Foi possível identificar 1 estrela em comum com este estudo e confirmar seu baixo nível de atividade ( $\log(R'_{\text{HK}}) = -5.04$ ). Adicionalmente, obtivemos probabilidade inferior a 0.03% das distribuições de atividade serem consideradas estatisticamente indistinguíveis a partir do teste de *Anderson-Darling* (AD). Reforçando, as diferenças entre as distribuições de atividade são estatisticamente significantes com NGC 188 sendo menos ativo que o aglomerado mais novo M 67. Mesmo considerando apenas as nossas medidas de atividade anteriores às conversões, apesar da baixa amostragem para M 67 (18 membros), a mesma conclusão persiste com  $\text{HK}_{\text{inst}}(\text{M 67}) = 253 \pm 23$  mÅ,  $\text{HK}_{\text{inst}}(\text{NGC 188}) = 210 \pm 17$  mÅ (probabilidade  $\leq 0.03\%$ , AD). Compilamos de G06 a distribuição de atividade solar ao longo de 40 anos e mostramos nos painéis inferiores, as distribuições de probabilidade cumulativa para os dois aglomerados e o Sol, como comparação. De acordo com cenário de evolução da atividade, o Sol com  $\text{HK} = 195.0 \pm 7.9$  mÅ ( $\log(R'_{\text{HK}}) = -4.90 \pm 0.05$ , MH08) é ligeiramente mais inativo que M 67, porém mais ativo que NGC 188. Devido às influências das flutuações cíclicas e proximidade dos níveis basais de atividade, já é esperado que, à medida em que o tempo passe, as distribuições de atividade convirjam para determinados valores ainda indefinidos, porém, próximos de  $\log(R'_{\text{HK}}) = -5.0$  e  $-5.1$ . Esta característica já foi discutida anteriormente na Figura 4.9. Neste ponto, em especial, torna-se um de nossos objetivos futuros dar um passo adiante e realizar observações de aglomerados ainda

mais velhos e populosos como NGC 6791 (8 Gano).

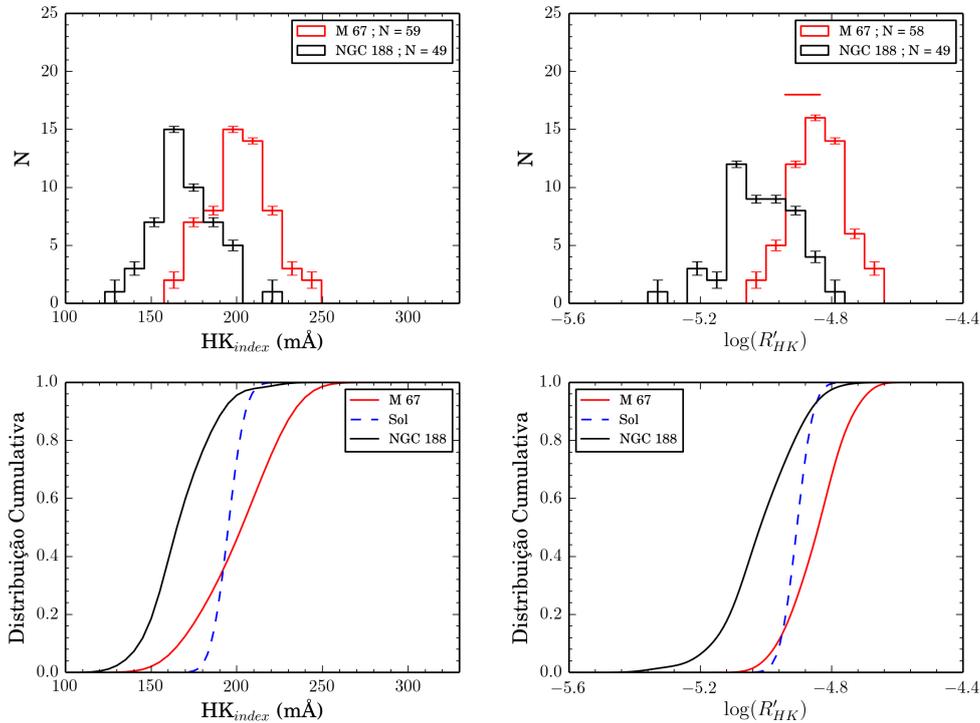


Figura 4.12: Painel superior: A distribuição de atividade de M 67 (4 Gano) e NGC 188 (6 Gano). Painel inferior: As probabilidades cumulativas de atividade, incluindo a distribuição de atividade solar ao longo de 40 anos. No painel superior direito, representamos com a linha horizontal vermelha a dispersão (intervalo de 68%) da atividade solar nesse período.

Portanto, agora, resta-nos avaliar a capacidade preditiva das calibrações de idade propostas neste capítulo em relação à idade de NGC 188. Calculamos as idades cromosféricas médias a partir das massas,  $\log(R'_{HK})$  e adotando uma metalicidade solar. Para o NGC 188 derivamos  $5.4 \pm 0.8$  Gano e para M 67,  $4.1 \pm 1.2$  Gano. O erro da média da estimativa de idade é dado por  $\sigma/N^{1/2}$ , onde  $N$  é o número de estrelas. Dessa forma, temos valores de  $\pm 0.1$  e  $\pm 0.2$  Gano para NGC 188 e M 67, respectivamente. Para ilustrar a evolução da atividade cromosférica em estrelas velhas, mostramos na Figura 4.13 o diagrama idade-atividade para os dois aglomerados, juntamente com Sol.

Diversas abordagens foram implementadas para calibração da evolução rotacional e magnética em função da idade estelar. A datação via rotação tem alcançado resultados promissores nas predições de idades utilizando a técnica da *girocronologia* de Barnes & Kim

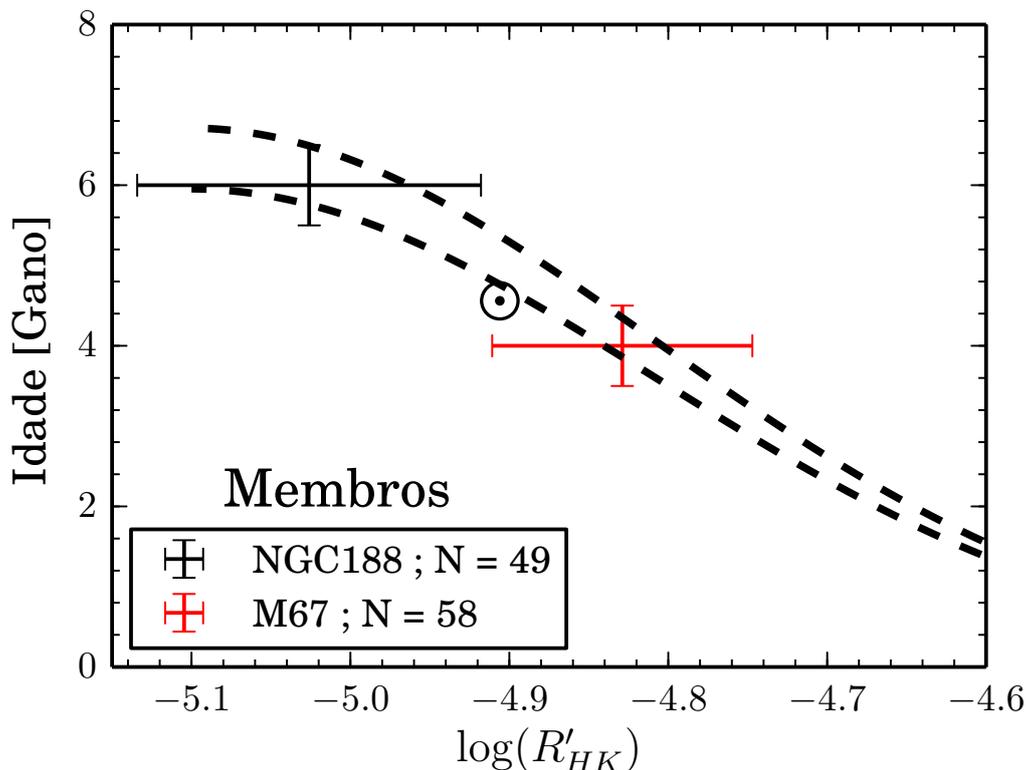


Figura 4.13: A relação idade atividade para o Sol, NGC 188 e M 67. Em linhas tracejadas, mostramos as calibrações 4.3 para 1.0 e 1.1  $M/M_{\odot}$ .

(2010). Aglomerados abertos observados pelo satélite Kepler NGC 6811 (1 Gano) e NGC 6819 (2.5 Gano) apresentam distribuições da rotação em função da massa estelar em excelente acordo com essa técnica (Meibom et al. 2011, 2015). Após a missão Kepler, hoje sabemos que, possivelmente, o Sol jovem com 1 Gano teria uma rotação de 11 dias que evoluiria para 17 dias, aos 2.5 Gano de idade (Meibom et al. 2011, 2015). A gêmea solar mais conhecida, 18 Sco (Porto de Mello & da Silva 1997) possui idade sismológica de 3.7 Gano com período de rotação de 23 dias (Petit et al. 2008; Li et al. 2012), apenas 4 dias a menos que o Sol com seus 4.5 Gano. Utilizando uma amostra restrita do Kepler incluindo gêmeas e análogas solares de campo com idades sismológicas, do Nascimento et al. (2014) também encontrou um cenário de evolução rotacional condizente com as expectativas teóricas, dentro das incertezas. Recentemente, Barnes et al. (2016) determinou períodos rotacionais fotométricos de 20 estrelas FGK do M 67

utilizando os dados públicos provenientes da missão K2 do Kepler. Eles derivaram idades do aglomerado por meio das relações de *girocronologia*, resultando em valores idênticos aos encontrados em nosso trabalho. Então, seguindo o cenário descrito anteriormente, a rotação típica do M 67 se encaixa adequadamente no que se espera para um aglomerado de idade solar. Os autores então concluem que, pelo fato de haver uma clara progressão entre os períodos rotacionais de NGC 6811, NGC 6819, M 67 e o Sol, a evolução rotacional deve se estender no mínimo até 4.5 Gano. É importante ressaltar que as dispersões de períodos rotacionais são consideráveis para uma determinada idade e isto se deve a uma série de fatores como binaridade (Montes et al. 2000), rotação diferencial (Epstein & Pinsonneault 2014), interação com exoplanetas (Ferraz-Mello 2015), além de um tratamento teórico ainda incompleto sobre a evolução do momento angular para diferentes massas e metalicidades (van Saders & Pinsonneault 2012). No entanto, ainda assim, dados os resultados observacionais mais recentes, espera-se que as relações de *girocronologia* forneçam, no sentido estatístico, estimativas de idade com erros relativamente baixos ( $\approx 1$  Gano) ao menos até a idade solar. Após esta etapa, existem indicativos que a rotação permaneça sendo frenada continuamente. Isto pode ser observado em estrelas binárias de idade avançada e precisa ( $\alpha$  Centauri AB, 16 Cyg AB, 61 Cyg AB), um número razoável de anãs com idades astrossismológicas e o alto período rotacional das subgigantes (de 30 a 100 dias) (do Nascimento et al. 2012).

No caso que apresentamos aqui, com relação à evolução da atividade cromosférica, NGC 188 cumpre um papel análogo ao M 67 na análise rotacional exemplificada no parágrafo anterior. Existe uma distinção estatisticamente significativa entre as distribuições de atividade entre 4 e 6 Gano, indicando que é possível determinar idades cromosféricas dentro de 1-2 Gano de erro, na maioria dos casos.

Estas medidas de  $\log(R'_{\text{HK}})$  situam o NGC 188 como o aglomerado menos ativo já observado até presente momento, o que confirma, em bases sólidas, que a atividade cromosférica evolui até idades avançadas. Pela primeira vez, foi possível vincular com aglomerados abertos

a etapa evolutiva posterior à idade solar, estendendo a trajetória cromosférica de estrelas FG de metalicidade solar até 6 Gano, ao menos. Com auxílio da Figura 4.13, vemos que M 67 se destaca dos valores médios de atividade encontrados para NGC 188 em 0.2 dex em  $\log(R'_{\text{HK}})$ , o que significa  $\Delta\log(R'_{\text{HK}})/\sigma_{\log(R'_{\text{HK}})} \approx 2$ , onde  $\Delta\log(R'_{\text{HK}})$  é a diferença de atividade média entre os aglomerados. Já o Sol, com sua idade intermediária, posiciona-se de forma condizente no diagrama idade-atividade, distanciando-se em apenas  $1\sigma$  de NGC 188. Em aglomerados mais jovens, esta diferença é ainda maior em relação a NGC 188:  $\approx 3\sigma$  e  $5\sigma$  para NGC 752 (2 Gano) e Híades (0.625 Gano), respectivamente. Este trabalho foi submetido e aceito recentemente para a revista *Astronomy & Astrophysics Letters* (Lorenzo-Oliveira et al. 2016b).

Em aproximadamente 6 Gano, é possível que a relação idade-atividade cromosférica sature, convergindo para níveis próximos a um estado de atividade não cíclico ou virtualmente nulo. A partir desta idade, as dependências de massa e metalicidade representariam integralmente o nível basal de atividade estelar. Este valor mínimo de atividade está ainda indefinido, no entanto, e deve situar-se entre  $\log(R'_{\text{HK}}) = -5.0$  e  $-5.1$  para estrelas de massa e metalicidade solares. No caso das menores e maiores metalicidades, o quadro torna-se ainda mais incerto. Acreditamos que a análise dos aglomerados NGC 2243 e NGC 6253 (já observados por nós), com  $\Delta[\text{Fe}/\text{H}] \approx 1$  dex e mesma idade, serão importantes para estabelecermos a real dependência da metalicidade nos índices de atividade. Em um futuro próximo, analisaremos em detalhes essas questões, valendo-nos, inclusive da disponibilidade na literatura da abundância de lítio em várias estrelas destes aglomerados. Este elemento é tanto um indicador dos processos de mistura convectiva que são relacionados com os campos magnéticos quanto é um marcador de idade em estrelas de tipo solar. Em paralelo, será possível investigar a relação entre a depleção do Li e a atividade cromosférica em populações coevas e de diferentes metalicidades.

## 4.5 Sumário do Capítulo

Construímos uma nova calibração de idade que tem por objetivo corrigir de forma concomitante os efeitos de massa e metalicidade que incidem nos índices  $\log(R'_{HK})$ . Abaixo, resumizamos alguns dos principais resultados:

- Uma leve dependência de massa e metalicidade foi encontrada, confirmando trabalhos já publicados na literatura (Rocha-Pinto & Maciel 1998a; Lyra & Porto de Mello 2005; Mamajek & Hillenbrand 2008). Foi encontrado que tanto a massa quanto a metalicidade são negativamente correlacionadas com o nível de atividade estelar. O cenário normalmente proposto para o sentido destas correlações é de que a massa é diretamente conectada com a eficiência convectiva, portanto estrelas menos massivas apresentam camadas convectivas relativamente maiores e, por conseguinte, elevados níveis de atividade cromosférica. Já a anticorrelação observada para a metalicidade remete à dependência dos perfis das linhas do Ca ao conteúdo metálico presente nas atmosferas estelares onde a maior abundância de metais tornam mais profundos os centros destas linhas espectrais. Esta característica imitaria um grau de inatividade diferente do real. O efeito oposto aconteceria para estrelas pobres em metais.
- Baseados nestas tendências encontradas, construímos a relação Idade-Massa-Metalicidade-Atividade e comparamos nossos resultados com os níveis de atividade encontrados na literatura para aglomerados abertos e grupos cinemáticos entre 0.005 e 6 Gano. Os nossos modelos foram capazes de prever suas idades dentro de 0.12 dex, valor este dentro dos graus de dispersão devidos unicamente à variabilidade estelar intrínseca a cada aglomerado. Adicionalmente, efetuamos testes com as subgigantes e anãs de idades precisas de nossa amostra e encontramos in-

certezas em idade semelhantes ou até ligeiramente inferiores àquelas derivadas para os aglomerados abertos.

- Selecionamos uma amostra de 22 estrelas com idades astrosismológicas povoando um amplo domínio de massa, metalicidade, idade e atividade cromosférica e calculamos suas idades cromosféricas a partir de nossas calibrações e as de Mamajek & Hillenbrand (2008). Obtivemos substancialmente um maior grau de correlação ( $\geq +0.87$ ,  $p \leq 10^{-5}$  %) com erros em idade dentro de 0.14 dex (38 %)
- Mostramos em nossos modelos que é possível reproduzir razoavelmente o mesmo cenário de falta de evolução da atividade além de 2 Gano observado por Pace (2013), ao desconsiderarmos as dependências de massa e metalicidade juntamente com efeitos de seleção da amostra.
- Derivamos índices de atividade cromosférica para dezenas de estrelas de tipo solar dos aglomerados abertos M 67 (4 Gano) e NGC 188 (6 Gano). Confirmamos que a tendência de decréscimo da atividade para metalicidade solar persiste além de 4 Gano, estendendo-se até 6 Gano, ao menos.

## Capítulo 5

---

# Calibrando a Atividade Cromosférica em Anãs Vermelhas

---

Como mencionamos anteriormente, a evolução da atividade magnética em estrelas de baixa massa ainda é pobremente vinculada após 1 Gano. Neste regime, a disponibilidade de estrelas com idades confiáveis é escassa, resumindo-se basicamente a aglomerados abertos e grupos cinemáticos jovens.

Em tese, poderíamos contornar estas dificuldades observacionais e recorreremos às estimativas de idades individuais para anãs M mais próximas, como realizamos nos capítulos anteriores com tipos espectrais FG. Contudo, neste contexto, o método clássico de datação isocronal possui severas limitações e isto se deve ao problema da velocidade evolutiva. O método isocronal torna-se crescentemente ineficaz à medida que, mantidas as incertezas observacionais constantes, consideramos estrelas de velocidades evolutivas cada vez mais lentas (em primeira aproximação representada pelas menores massas estelares).

No caso das anãs M, sob uma ótica otimista, este método se aplica na fase pré-sequência principal (Malo et al. 2014). Nesta etapa, a velocidade evolutiva torna-se relativamente maior, possibilitando discriminar idades isocronais dentro de algumas centenas de milhões de anos. No entanto, ainda persistem incertezas observacionais relevantes ligadas às determinações de correções bolométricas, correções

de avermelhamento e a influência do alto campo magnético. Este é reconhecidamente responsável por modificar os processos de difusão e transporte de momento angular no interior da estrela e, em sua atmosfera, suprimir a temperatura fotosférica devido à presença demasiada de manchas estelares (Morales et al. 2008).

Após a fase pré-sequência principal, sua luminosidade permanece virtualmente constante ao longo de dezenas de bilhões de anos, o que torna nula sua velocidade evolutiva e inviabiliza o método isocronal. Recentemente, Mann et al. (2015) determinou idades isocronais de anãs M velhas utilizando parâmetros atmosféricos espectroscópicos, correções bolométricas precisas e, sob um tratamento estatístico amplo, obteve incertezas não inferiores a 0.5 dex, o que significa um intervalo de idades não informativo entre 1 e 10 Gano para uma anã M de 3 Gano, por exemplo.

Como foi dito no capítulo 1, sabemos que as escalas de evolução típicas da rotação e atividade magnética nas anãs M encontram-se na faixa de centenas de milhões de anos para estrelas jovens até poucos bilhões de anos para estrelas de idade avançada\*. Portanto, em princípio, a datação baseada nestes processos físicos tem o potencial de fornecer resultados mais consistentes em comparação com o método isocronal.

Em contraponto aos modelos estruturais que predizem os observáveis de estrelas de maior massa com relativa exatidão, os processos de origem magnética e rotacional nas anãs M não são bem vinculados teoricamente, embora haja recentes avanços neste campo (Barnes & Kim 2010; van Saders & Pinsonneault 2013; Reiners & Mohanty 2012; Dikpati 2005; Gallet & Bouvier 2013; Gastine et al. 2013). Desta forma, torna-se necessário abordar empiricamente a datação de anãs M, recorrendo primordialmente à uma amostra com idades conhecidas e parâmetros atmosféricos confiáveis, de preferência, es-

---

\*Ressaltamos que existem complicações teóricas inerentes a cada regime de idade. Dentre as incertezas presentes nas estrelas jovens, por exemplo, temos a dispersão inicial de velocidades rotacionais, interação entre o campo magnético do disco protoplanetário e estelar, modulações transientes do campo magnético, saturação da atividade magnética, dentre outros efeitos.

pectroscópicos. Neste ponto, retornamos à discussão inicial onde faz-se necessário um esforço observacional para construir uma amostra seleta de anãs M velhas. Ancorados nesta amostra, poderemos investigar em bases mais sólidas como a atividade magnética nestas estrelas evolui, de fato, ao longo de bilhões de anos.

Neste capítulo, daremos enfoque à evolução da atividade magnética nas anãs M. Realizaremos uma extensão do programa *Sun in Time* (Ribas et al. 2005) que estudou como as emissões em altas energias provenientes das altas atmosferas de estrelas similares ao Sol comportam-se no decorrer de bilhões de anos. Neste programa, foi construída uma amostra seleta de estrelas com parâmetros atmosféricos convergentes aos solares, povoando um amplo intervalo de idades, períodos rotacionais medidos disponíveis, além de abundâncias de lítio e medidas de atividade no ultravioleta e raios-X. Foram produzidas trajetórias evolutivas dos fluxos em altas energias vinculando o histórico de atividade estelar. Além disto, abriu-se a possibilidade de estimarmos os efeitos cumulativos destas emissões em altas energias nas atmosferas planetárias (Claire et al. 2012).

Durante a extensão do programa para as anãs M, nos propomos a utilizar os indicadores cromosféricos das linhas  $H\alpha$  e Tripletto infravermelho do Ca II (Ca II IRT) para construir um método alternativo de datação estelar baseado na relação idade-atividade. Os fluxos cromosféricos são medidas ancoradas nos parâmetros atmosféricos, e portanto, sensíveis às incertezas dos mesmos. Portanto, foi necessário elaborar uma abordagem que fornecesse parâmetros atmosféricos iniciais precisos. Com este intuito, construímos um método estatístico que utiliza informações espectroscópicas e fotométricas para obtenção de  $T_{\text{ef}}$  e  $[\text{Fe}/\text{H}]$  em anãs M. Em seguida, derivamos suas respectivas distribuições de probabilidade de fluxos cromosféricos para as linhas  $H\alpha$  e o Ca II IRT. Com estas medidas, calibramos uma relação idade-atividade inédita e investigamos sua consistência com o cenário de evolução rotacional e da atividade coronal.

## 5.1 Descrição da Amostra e Redução de Dados

Contornamos este problema das idades em anãs M velhas através de uma abordagem indireta. Como alternativa, pode-se selecionar sistemas binários com grande separação física entre seus componentes (100-1000 unidades astronômicas) compostos de uma anã M e uma estrela de maior massa, considerando que não haja expressiva troca de momento angular dentre os pares. Neste contexto, é plausível a hipótese de que a evolução rotacional e magnética das anãs permaneçam inalteradas ao longo de seus ciclos de vida. Esta estratégia de construção da amostra calibradora se beneficia do fato destes sistemas serem comumente mais próximos do que os aglomerados abertos, povoarem um domínio de idade e metalicidade representativo da vizinhança solar e, além disto, o fato de cada um destes sistemas serem coevos. Por conseguinte, atuam como *micro-aglomerados abertos* (Soderblom 2010) e para conhecermos a idade do sistema, basta que apenas uma de suas componentes proporcione a datação precisa. Ancorados nestas medidas, são atribuídas as mesmas idades às demais componentes (Soderblom et al. 1991; Silvestri et al. 2005; Garcés et al. 2011; Chanamé & Ramírez 2012).

Garcés et al. (2011) (GCR11) compilaram uma amostra 30 sistemas com movimentos próprios comuns contendo preferencialmente uma anã branca (WD) DA e uma companheira de tipo espectral GKM (Chanamé & Gould 2004; Gould & Chanamé 2004; Silvestri et al. 2005). As anãs brancas DA possuem em seus espectros apenas as linhas de Balmer, o que facilita a derivação de parâmetros atmosféricos precisos via síntese espectral, como temperaturas efetivas e gravidades superficiais. A partir disto, GCR11 estimaram suas massas e seus respectivos tempos de resfriamento (Salaris et al. 2000). Então, utilizaram a relação massa inicial-final de Catalán et al. (2008a) que estabelece uma relação direta empírica entre a massa da estrela progenitora e a massa da anã branca. O cálculo das idades finais das anãs brancas partem da soma direta entre os tempos de resfriamento

anteriormente estimados e as idades das respectivas estrelas progenitoras utilizando trajetórias evolutivas teóricas (Dominguez et al. 1999).

Em 2013, 11 estrelas pertencentes aos sistemas WD/KM com idades definidas foram observadas pela aluna de doutorado Ane Garcés (CSIC-IIEEC) com o espectrógrafo *echelle* de alta resolução e grande cobertura espectral SARG situado no *Telescópio Nazionale Galileo*, La Palma, Ilhas Canárias, Espanha (TNG,  $\lambda\lambda 580\text{-}100\text{nm}$ ,  $R \approx 35000^\dagger$ ) Adicionalmente, 2 anãs K provenientes de sistemas WD/K foram observadas também em alta resolução e cobertura espectrais ( $R=55000$ ,  $\lambda\lambda 390\text{-}870\text{nm}$ ) com o espectrógrafo *echelle* STELLA (Stellar Activity) montado no telescópio robótico de 1.2m situado no Observatório de Izana, Tenerife, Ilhas Canárias, Espanha. Devido ao demasiado custo observacional em se obter espectros de alta resolução para anãs M relativamente distantes, a amostra inicial limitou-se a um número restrito de estrelas.

Em 2014, realizamos o estudo da relação idade-atividade cromosférica utilizando esta amostra, no entanto, ao longo do desenvolvimento do projeto, percebemos que a quantidade inicial de estrelas seria insuficiente para derivarmos uma escala de fluxos cromosféricos mais confiável. Ou seja, não seria possível contabilizar os efeitos relacionados aos tipos espectrais que, notadamente, influenciam o nível médio de atividade estelar (West et al. 2008; Reiners & Mohanty 2012). Além disto, em quase sua totalidade, nossa amostra carecia de informações espectroscópicas limitando a precisão dos parâmetros atmosféricos derivados e, conseqüentemente, a escala dos fluxos cromosféricos. Portanto, foi necessário buscar uma amostra adicional que incluísse observações de estrelas próximas bem estudadas com paralaxes trigonométricas e parâmetros espectroscópicos confiáveis, englobando nosso domínio inicial de parâmetros atmosféricos e níveis de atividade. Com intuito de preservar a homogeneidade de nossa análise, recorreremos preferencialmente à base de dados online de es-

---

<sup>†</sup>Poder resolutor medido a partir do *FWHM* das linhas de emissão presentes nos espectros de calibração de comprimento de onda.

pectros do SARG/TNG<sup>‡</sup> e compilamos novas 48 anãs entre os tipos espectrais K0 e M6. Dentre estas novas observações, encontram-se estrelas com fotometria, medidas de períodos rotacionais, raios-X, interferometria, parâmetros atmosféricos espectroscópicos e paralaxes trigonométricas.

Em paralelo, a Dra. Carme Jordi (*Universitat de Barcelona, IEEC-UB*) nos cedeu gentilmente parte de seu tempo de observações com espectrógrafo HERMES<sup>§</sup> para incluirmos em nossa amostra mais 3 sistemas binários com membros FGK e idades conhecidas.

Todas as observações utilizadas neste projeto compreendem simultaneamente transições espectrais importantes como o duplete infravermelho do Na I ( $\approx 820\text{nm}$ ),  $H\alpha$  ( $\approx 656\text{nm}$ ) e Triplete infravermelho do Ca II ( $\approx 854\text{nm}$ ) que são sensíveis à atividade cromosférica<sup>¶</sup> e aos parâmetros atmosféricos fundamentais. Como veremos adiante, essas informações serão importantes no desenvolvimento deste projeto. Apresentamos no apêndice C os dados fotométricos e espectroscópicos de todas as estrelas da amostra.

De posse da amostra completa, procuramos extensivamente informações de idade da literatura e identificamos 10 anãs KM jovens pertencentes aos grupos cinemáticos AB-Doradus (0.075 Gano, Zuckerman et al. (2011)), Ursa Maior (0.4 Gano, Guinan et al. (2016)), Castor (0.2 Gano, Nakajima & Morino (2012)), Plêiades (0.1 Gano, Nakajima & Morino (2012)) e Híades (0.63 Gano, Perryman et al. (1998)). A amostra responsável pela calibração de idade das anãs M totaliza 21 estrelas: 8 membras de sistemas binários WD/M e 3 K/M entre 1 e 7 Gano, 9 pertencentes a grupos cinemáticos jovens com idades inferiores às Híades. Para ancorar o limite superior de nossas calibrações, incluímos a GL699 (Estrela de Barnard) que apresenta cinemática compatível com a idade do disco fino Galáctico ( $\approx$

<sup>‡</sup><http://ia2.oats.inaf.it/archives/tng>

<sup>§</sup>Raskin et al. (2011), *High Efficiency and Resolution Mercator Echelle Spectrograph*,  $\lambda\lambda 377\text{-}900\text{nm}$ ,  $R = 63000$ . Baseado no Observatório Roque de los Muchachos em La Palma, Ilhas Canárias, Espanha.

<sup>¶</sup>Como análise inicial, nos restringiremos apenas ao Ca II IRT e  $H\alpha$ . Contudo, o duplete do Na I no óptico ( $\approx 590\text{nm}$ ) é uma interessante alternativa para o estudo da atividade cromosférica (Gomes da Silva et al. 2011).

9 Gano).

Como nossa análise neste capítulo privilegia o regime de menores temperaturas, a quantidade de anãs K com informações de idade torna-se reduzida, porém a mesma cobre uniformemente o intervalo entre 2-10 Gano<sup>||</sup>. Na Tabela 5.1 mostramos as idades adotadas, presença de emissão nos indicadores cromosféricos, informações adicionais e espectrógrafo utilizado.

Comentaremos a seguir alguns pontos relevantes sobre as determinações de idade das estrelas velhas ( $> 1$  Gano):

GJ 212 possui a companheira anã K1 com limite superior em idade isocronal  $< 1,36$  Gano (Valenti & Fischer 2005), compatível com seu período rotacional de 11 dias ( $\approx 0.7$  Gano).

NLTT 13601, embora tenha idade avançada determinada em GCR11, apresenta perfis em emissão, alta atividade em raios-X e espaço de velocidades UVW compatíveis com as Híades (Catalán et al. 2008b). Tal discrepância entre atividade e idade já foi reportada por estes autores que propuseram uma solução alternativa de idade para a anã branca do sistema em  $\approx 1$  Gano. Tal solução seria possível a partir da consideração de um núcleo estelar exótico sobreabundante em Fe, diferentemente da hipótese usual de uma composição dada por C/O (Garcés et al. 2011).

Para o sistema HIP 104217/14 (61 Cyg AB), adotamos a idade de  $6 \pm 1$  Gano derivada por Kervella et al. (2008) a partir de dados interferométricos de alta precisão. Analogamente, baseados nas  $T_{\text{ef}}$  interferométricas de Boyajian et al. (2012), estimamos idades isocronais para HD 219134 de  $9.4^{+2.6}_{-3.4}$  Gano utilizando os procedimentos descritos no capítulo 2.

Para NLTT 19134, GCR11 estima  $13^{+8}_{-10}$  Gano de idade. Como este limite superior está acima da idade do universo, não há solução bem definida deste parâmetro. Engle & Guinan (2011) determinou um período rotacional fotométrico de 39 dias o que corresponde a 2.8

---

<sup>||</sup>Embora tenhamos em nossa amostra um número considerável de estrelas K com informações de idades (ver também capítulo 3), preferimos concentrar nosso estudo nas anãs M que não foram abordadas nos capítulos anteriores. Em um futuro próximo, planejamos expandir a análise conectando a evolução cromosférica das anãs FGKM.

Estrela	Anã (KM)	Idade (Gano)	Emissão (H $\alpha$ /Ca II IRT)	Informação	Espectrógrafo
GJ 628	M	0.07	não/não	AB Dor	SARG/TNG*
BD+20 1790	K	0.07	sim/sim	AB Dor	SARG/TNG
GL 569	M	0.12	sim/sim	Simon et al. (2006)	SARG/TNG*
GL 490A	M	0.15	sim/sim	Plêiades	SARG/TNG*
GJ 9520	M	< 0.15	sim/sim	Shkolnik et al. (2012)	SARG/TNG*
GL 410	M	0.4	sim/sim	GUMa	SARG/TNG*
GJ 873	M	0.4	sim/sim	GUMa	SARG/TNG*
GJ 277	M	0.4	sim/sim	GUMa	SARG/TNG*
GL 388	M	0.4	sim/sim	GUMa	SARG/TNG*
GL 669A	M	0.625	sim/não	Híades	SARG/TNG*
NLTT 31888	M	1.13 <sup>+0.09</sup> <sub>-0.09</sub>	não/não	WD/M	SARG/TNG
LP 856-54	M	1.17 <sup>+0.16</sup> <sub>-0.16</sub>	não/não	WD/M	SARG/TNG
GJ 212	M	< 1.36	não/não	K/M	SARG/TNG*
NLTT 28469	M	1.67 <sup>+0.47</sup> <sub>-0.29</sub>	não/não	WD/M	SARG/TNG
NLTT 1370	K	2.3 <sup>+1.6</sup> <sub>-0.7</sub>	não/não	WD/M	SARG/TNG
NLTT 19314	M	> 3	não/não	WD/M	SARG/TNG
NLTT 13109	M	3.9 <sup>+2.6</sup> <sub>-1.1</sub>	não/não	WD/M	SARG/TNG
NLTT 26385	M	3.9 <sup>+1.4</sup> <sub>-1.3</sub>	não/não	WD/M	SARG/TNG
LP 347-5	M	4.5 <sup>+1.0</sup> <sub>-1.1</sub>	não/não	WD/M	SARG/TNG
HIP 81988	K	5 <sup>+3</sup> <sub>-2</sub>	não/não	G/K	HERMES
NLTT 7887	K	5 <sup>+2.5</sup> <sub>-1.2</sub>	não/não	WD/M	STELLA
NLTT 13601	K	5.4 <sup>+2.6</sup> <sub>-1.3</sub>	sim/sim	WD/M	STELLA
HIP 104217	K	6 <sup>+1.0</sup> <sub>-1.0</sub>	não/não	K/M	SARG/TNG*
HIP 104214	M	6 <sup>+1.0</sup> <sub>-1.0</sub>	não/não	K/M	SARG/TNG*
GJ 250	M	7.9 <sup>+4.5</sup> <sub>-4.1</sub>	não/não	K/M, $t_{iso}$	SARG/TNG*
Wolf 672B	M	> 6	não/não	WD/M	SARG/TNG
HD 219134	K	9.4 <sup>+2.6</sup> <sub>-3.4</sub>	não/não	$t_{iso}$	SARG/TNG*
GL 699	M	9.0 <sup>+1.0</sup> <sub>-1.0</sub>	não/não	Barnard, $t_{UVW}$	SARG/TNG*

Tabela 5.1: Características das estrelas com informações de idade. A linha sólida dupla separa as idades menores e maiores que 1 Gano. As observações marcadas com \* foram obtidas posteriormente através do banco de dados SARG/TNG. Esta amostra será utilizada para calibrarmos a relação idade-atividade cromosférica.

Gano (Barnes & Kim 2010). Adicionalmente, derivou a idade deste mesmo sistema via análise da estrela anã branca em  $\approx 2.5$  Gano sem fornecer os erros envolvidos. Com a velocidade radial que calculamos de  $8.1 \pm 1.0$  km/s, baseados nas distâncias estimadas em GCR11, temos as seguintes componentes de velocidade Galácticas:  $U_{LSR} = 21$ ,  $V_{LSR} = -46$ ,  $W_{LSR} = 33$  km/s. De acordo com Bensby et al. (2014), estimamos a razão entre probabilidade desta estrela pertencer ao disco fino e disco espesso (TD/D). Os autores afirmam que para  $TD/D < 0.5$ , existe uma considerável probabilidade da estrela pertencer ao disco fino. Obtivemos  $TD/D = 0,04$ . Sendo assim,

de forma conservadora, assinalamos um limite inferior de idade de 3 Gano. No caso da Wolf 672B, como suas componentes de velocidade são típicas do disco fino Galáctico ( $U_{LSR} = 21$ ,  $V_{LSR} = -47$ ,  $W_{LSR} = 7$  km/s,  $TD/D = 0.03$ ) aplicamos o mesmo raciocínio feito anteriormente para NLTT 19134. GCR11 estimaram  $11_{-5}^{+4}$  Gano, determinamos um limite inferior de idade para 6 Gano.

Arbitramos uma idade de  $9_{-1}^{+1}$  Gano para GL 699 (Estrela de Barnard), devido às suas componentes de velocidade UVW serem características de uma população velha do disco Galáctico (Muirhead et al. 2015).

Adotamos uma idade isocronal de  $7,9_{-4.1}^{+4.5}$  Gano (Ramírez et al. 2012) para GJ250B estimada a partir da sua companheira de maior massa GJ250A.

De forma sucinta, todos os espectros utilizados neste capítulo foram reduzidos de forma padrão seguindo os mesmos procedimentos empregados no capítulo 3 (correção de bias, flat-field, luz espalhada, linearização dos espectros, calibração de comprimento de onda e correção Doppler e normalização). Aqueles espectros de poder resolutor mais alto foram degradados a partir de uma convolução utilizando um perfil instrumental gaussiano com  $FWHM$  compatível com  $R=35000$ .

## 5.2 Parâmetros Atmosféricos das Anãs M

A partir destas observações em alta resolução, derivamos nesta seção os parâmetros atmosféricos  $T_{\text{ef}}$  e  $[\text{Fe}/\text{H}]$  das anãs M partindo da combinação da maior quantidade de informações disponíveis, incluindo dados fotométricos e espectroscópicos. Como estas estimativas servirão de âncora para as determinações das escalas de fluxos absolutos cromosféricos em  $\text{H}\alpha$  e  $\text{Ca II IRT}$ , torna-se importante o seu cálculo preciso e conhecimento de suas incertezas propagadas. Desta forma, à luz de um modelo estatístico simples, viabilizamos esta combinação de informações e fornecemos as estimativas de parâmetros atmosféricos.

ricos precisos juntamente com suas respectivas distribuições de probabilidade. Partindo destas distribuições, avaliaremos os graus de atividade cromosférica das estrelas de nossa amostra.

### 5.2.1 Índices de Cor e as linhas do Na I

Calculamos os parâmetros atmosféricos para nossa amostra de estrelas a partir de uma subamostra que possuísse magnitudes [VJHKs], paralaxes trigonométricas (van Leeuwen 2007) e parâmetros atmosféricos espectroscópicos obtidos da literatura\*\*.

Para toda amostra de anãs M, medimos na região do infravermelho próximo os fluxos do duplete infravermelho do Na I ( $\lambda 8183.26$  e  $\lambda 8194.82$ ) relativos a duas regiões de contínuo adjacentes ( $\lambda 8168.26$  e  $\lambda 8215.8$ ). Estas transições são reconhecidamente sensíveis ao tipo espectral e à gravidade superficial estelar ao longo de um extenso intervalo de massas (Schiavon et al. 1997; Terrien et al. 2015).

Em seguida, reunimos as informações fotométricas disponíveis de cada estrela e construímos uma matriz de dados composta pelos índices de cor (V-J), (V-H), (V-Ks), (J-Ks), (J-H) e (H-Ks) juntamente com suas medidas de fluxos das linhas do duplete infravermelho do Na I.

Para evitarmos prováveis interdependências presentes nos diferentes combinações de índices de cor analisadas, realizamos uma abordagem multivariacional baseada na *Análise das Componentes Principais* (PCA). Como esta técnica é sensível às diferentes escalas presentes em cada variável envolvida, foi necessário padronizá-las da seguinte forma:

$$\text{Variável} = \frac{\text{Variável} - \langle \text{Variável} \rangle}{\sigma(\text{Variável})}, \quad (5.1)$$

onde  $\langle \text{Variável} \rangle$  e  $\sigma(\text{Variável})$  são, respectivamente, a média e desvio-padrão da variável utilizada. Este método gera grupos de componentes ortogonais não correlacionadas entre si que são constituídos pela

---

\*\*Os parâmetros compilados da literatura juntamente com as referências podem ser encontrados no apêndice C.

Variável	$\langle$ Variável $\rangle$	$\sigma$ (Variável)	PC <sub>1</sub>	PC <sub>2</sub>	PC <sub>3</sub>
$\log(f_{\lambda 8183.26})$	-0.20901736	0.08092360	-0.37651516	-0.124080004	0.2909722
$\log(f_{\lambda 8194.82})$	0.07901542	0.05238534	-0.40768814	0.004685016	0.1493070
$\log((V - J))$	0.57227991	0.08024645	0.42544345	-0.092221867	-0.1469552
$\log((V - K_s))$	0.66076398	0.06819538	0.43009175	-0.047371937	-0.1065632
$\log((V - H))$	0.63616492	0.06946461	0.42654432	-0.032971607	-0.1580367
$\log((J - K_s))$	-0.07866526	0.02786532	0.22630334	0.570732032	0.5106182
$\log((J - H))$	-0.23638341	0.04171075	-0.04135801	0.771844532	-0.1442915
$\log((H - K_s))$	-0.60351355	0.07817563	0.30196347	-0.226422327	0.7440191

Tabela 5.2: Coeficientes das componentes principais (PC<sub>1</sub>, PC<sub>2</sub> e PC<sub>3</sub>), média e desvio-padrão de cada uma das variáveis que serão utilizadas para as calibrações de parâmetros atmosféricos. A combinação linear dos parâmetros originais geram cada componente principal.

combinação linear das variáveis originais padronizadas (índices de cor e linhas do Na I). Tais componentes são ordenadas em relevância estatística de forma decrescente, de modo que a primeira componente (combinação das variáveis originais) é, por definição, responsável por explicar a maior parte da variância dos dados. A partir desta técnica, temos a possibilidade de extrair as mais relevantes combinações de variáveis presentes na matriz de dados original, testar suas correlações com parâmetros atmosféricos e construir nossas primeiras calibrações de  $T_{\text{ef}}$  e  $[\text{Fe}/\text{H}]$ .

Na Tabela 5.2, mostramos as 3 componentes principais de maior relevância estatística que, cumulativamente, explicam 94% da variância da matriz de dados original.

Portanto, a partir das três primeiras componentes principais efetuamos regressões multilineares em função dos parâmetros atmosféricos de interesse:

$$\log(T_{\text{eff}}) = 3.5404 - 0.0124PC_1 + 0.0042PC_2 + 0.0035PC_3 \quad (5.2)$$

e  $[\text{Fe}/\text{H}]$  :

$$[\text{Fe}/\text{H}] = -0.0757 + 0.0335PC_1 + 0.0820PC_2 \quad (5.3)$$

Os erros internos desta abordagem são 0.007 dex ( $\approx 60$  K) e 0.07 dex para  $T_{\text{ef}}$  e  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , respectivamente. Em comparação, calibrações envolvendo unicamente as linhas do Na I e os parâmetros atmosféricos apresentam incertezas consideravelmente superiores (130 K e

0.2 dex em  $T_{\text{ef}}$  e  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , respectivamente). Incrementamos a análise dos erros presentes nestas estimativas realizando simulações de Monte Carlo propagando todas as fontes de erro envolvidas no processo de obtenção dos parâmetros (erros fotométricos, medidas de fluxo e erros internos da calibração). Como resultado, atualizamos nossas estimativas de erros totais em 96 K e 0.12 dex para  $T_{\text{ef}}$  e  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , respectivamente.

### 5.2.2 Razões de Índices Espectrais

Índices espectrais são ferramentas amplamente utilizadas na determinação de parâmetros atmosféricos de anãs de tipo tardio. Em resumo, a ideia consiste em selecionar grupos de transições sensíveis às variações dos parâmetros atmosféricos desejados. No entanto, uma das grandes dificuldades deste método é quantificar tal dependência em função de uma amostra calibradora confiável. No caso das estrelas de maior massa, este problema pode ser contornado a partir de análises espectroscópicas clássicas que apresentam resultados consistentes e com baixas incertezas em  $T_{\text{ef}}$  e  $[\text{Fe}/\text{H}]$  (Ghezzi et al. 2014b). Em contraste com o número de aplicações desta técnica em estrelas FGK, poucos estudos concentram-se nas anãs M (Neves et al. 2014; Maldonado et al. 2015). Parte disto deve-se ao seu baixo brilho intrínseco e grande presença de transições moleculares que elevam o custo observacional e dificuldade de análise.

Além da construção da amostra calibradora, outra dificuldade relevante é a degenerescência dos parâmetros atmosféricos que leva às múltiplas soluções possíveis de  $T_{\text{ef}}$  e  $[\text{Fe}/\text{H}]$ . Esta característica foi recentemente estudada em detalhes por Passegger et al. (2016). Análises que desconsideram detalhes sobre a distribuição dos resultados de parâmetros podem superestimar ou subestimar as incertezas no processo. Uma das alternativas a esta possibilidade de degenerescência dos parâmetros atmosféricos é a combinação de diferentes técnicas.

Para obtenção de parâmetros atmosféricos, nos inspiramos nos

trabalhos de (Neves et al. 2014; Maldonado et al. 2015) que analisaram o comportamento de índices espectrais em anãs M utilizando espectros HARPS de considerável cobertura espectral no visível e alta resolução (380nm-690nm,  $R = 115000$ ).

Neste trabalho, estenderemos as análises usuais na literatura com:

1. Ampliação do domínio espectral de estudo, incluindo também índices presentes no infravermelho próximo. Nesta região, temos uma menor densidade de transições e contínuo estelar melhor definido. Adicionalmente, o pico da distribuição de fluxo destas estrelas situa-se nesta região, o que facilita tanto a observação de espectros com maior razão sinal-ruído quanto o cálculo de parâmetros atmosféricos.
2. Abordagem estatística ancorada em informações espectrais e fotométricas com auxílio das relações apresentadas na seção 5.2.1

Mostramos na Tabela 5.3 nossa amostra de 9 anãs M com medidas de temperaturas interferométricas<sup>††</sup> retiradas da literatura, povoando homogeneamente o intervalo entre 3100K e 3900K. Comparamos visualmente nossos espectros e, ilustramos na Figura 5.1 a sensibilidade de algumas regiões espectrais para temperaturas efetivas distintas. Identificamos 78 índices de 580nm até 880nm que apresentassem variações visuais apreciáveis em função da progressiva mudança em  $T_{\text{ef}}$ . Ressaltamos que dada a grande cobertura espectral do SARG (580nm-1000nm) seria possível ampliar o número de índices analisados em uma ordem de grandeza, ao menos. No entanto, dado que obtivemos incertezas finais satisfatórias ao longo dos primeiros testes desta técnica utilizando um número reduzido de índices, preferimos seguir adiante desta etapa rumo à análise da atividade cromosférica. Em investigações subsequentes, poderemos incrementar nosso grupo de índices e reavaliar a consistência dos resultados aqui apresentados.

---

<sup>††</sup>Incetezas típicas destas medidas situam-se ao redor de 30 K. Detalhes adicionais podem ser encontradas em Boyajian et al. (2012)

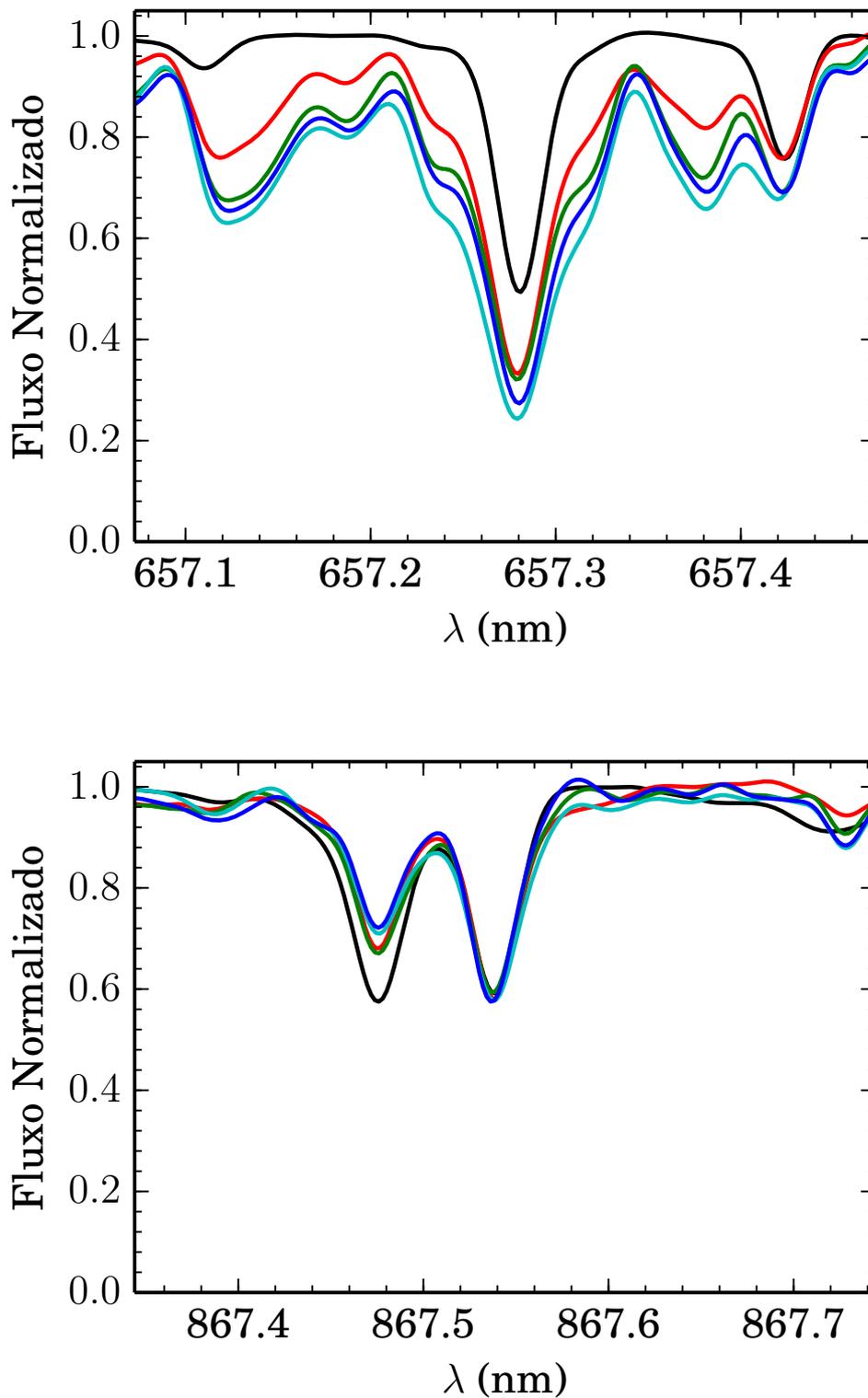


Figura 5.1: Comportamento de 2 regiões espectrais, no visível e infravermelho próximo, vizinhas dos índices espectrais  $\lambda_{6572.7}$  e  $\lambda_{8674.6}$ , respectivamente. Consideramos 5 estrelas representativas com  $T_{\text{ef}}$  interferométricas distintas entre 3950 K e 3100 K: GJ 725B (3104 K, azul), GL 699 (3224 K, ciano), GJ 687 (3413 K, verde), GL 411 (3465 K, vermelho) e HIP 104217 (3852 K, preto).

Estrela	$T_{\text{ef}}^{\text{interf}}$	$T_{\text{ef}}^{\text{D16}}$
GJ 205	$3801 \pm 9$	$3789 \pm 47$
GL 411	$3465 \pm 17$	$3484 \pm 47$
GJ 687	$3413 \pm 28$	$3383 \pm 47$
GL 699	$3224 \pm 10$	$3199 \pm 46$
GJ 725B	$3104 \pm 29$	$3228 \pm 46$
GJ 809	$3692 \pm 22$	$3687 \pm 47$
GJ 880	$3713 \pm 11$	$3685 \pm 47$
GL 649	$3604 \pm 46$	$3632 \pm 46$
HIP 104217	$3852 \pm 53$	$3821 \pm 45$

Tabela 5.3: Temperaturas efetivas interferométricas disponíveis para as anãs M de nossa amostra, utilizadas em nossas calibrações ( $T_{\text{ef}}^{\text{interf}}$ ). Como comparação, adicionamos as temperaturas derivadas por nosso método estatístico ( $T_{\text{ef}}^{\text{D16}}$ ) que será descrito nas próximas seções. O desvio padrão entre as duas temperaturas é de  $\pm 50$  K e  $\pm 23$  K, excluindo a GJ725B.

Em uma rodada inicial de análise da sensibilidade de cada índice a  $T_{\text{ef}}$ , mapeamos nos espectros das estrelas com parâmetros interferométricos todas as combinações possíveis de razões de índices ( $\mathcal{R}$ ) que são representadas por:

$$\mathcal{R}_{ij} \equiv pEW_i/pEW_j, \quad (5.4)$$

onde  $i \neq j$  e  $pEW_i$  e  $pEW_j$  são as pseudo-larguras equivalente dos  $i$ -ésimo e  $j$ -ésimo índices espectrais. Seguindo a metodologia de Maldonado et al. (2015), definimos esta grandeza como:

$$pEW \equiv \sum \left( 1 - \frac{F_\lambda}{F_c} \right) \delta\lambda. \quad (5.5)$$

Efetuamos uma regressão linear simples para cada combinação de razão de índices a partir da equação:

$$\log(T_{\text{ef}})_{ij} = a_0 + a_1 \mathcal{R}_{ij}. \quad (5.6)$$

Na Figura 5.2, mostramos no painel superior as 87 melhores razões de índices encontradas ( $\sigma \leq 70$  K,  $|\rho| \geq 0.9$ ) juntamente com alguns casos que ilustram a variedade de perfis de distribuições de temperatura efetiva encontradas apenas pela técnica da razão de índices

(painel inferior). A partir dos casos mostrados, ficam evidentes as assimetrias e bimodalidades das distribuições resultantes de  $T_{\text{ef}}$  das estrelas.

O critério de seleção anterior serviu para indicar a viabilidade da utilização de índices espectrais para derivação de parâmetros atmosféricos. Com estes resultados em mente, relaxamos nosso critério de seleção restringindo nossa análise às razões de índices espectrais ( $\mathcal{R}_{ij}$ ) que apresentassem correlações  $\rho$  superiores a 90% e erros de calibrações inferiores a 100 K. Em seguida, efetuamos o último passo para construção das calibrações finais de  $T_{\text{ef}}$ , incrementando a equação 5.6 ao adicionarmos um termo referente à pseudo-largura equivalente de outro índice qualquer  $pEW_k$ :

$$\log(T_{\text{eff}})_{ijk} = a_0 + a_1\mathcal{R}_{ij} + a_2pEW_k, \quad (5.7)$$

onde  $i \neq j \neq k$ . Esta medida ampliou a quantidade de soluções com baixos erros de ajuste. Selecionamos 6101 calibrações com erros inferiores a 70 K e índices de correlação superiores a 90%, o que corresponde a  $\approx 12\%$  de todas as combinações possíveis analisadas. Estas calibrações selecionadas servirão para estimar  $T_{\text{ef}}$  via índices espectrais que serão combinadas com as estimativas obtidas pelo método PCA descrito na seção 5.2.1.

No caso da metalicidade, seguimos os procedimentos adotados em (Maldonado et al. 2015) e reunimos uma subamostra calibradora de 42 anãs M com paralaxes HIPPARCOS precisas ( $\sigma(\pi)/\pi \leq 0.05$ ) e índices de cor (V-Ks). Calculamos de forma homogênea metalicidades fotométricas a partir das magnitudes absolutas na banda K e índices de cor (V - K) observados. Estas variáveis são comparadas com suas predições dadas pelos modelos de isócronas:

$$\Delta(V - K) \equiv (V - K) - (V - K)_{\text{ISO}}, \quad (5.8)$$

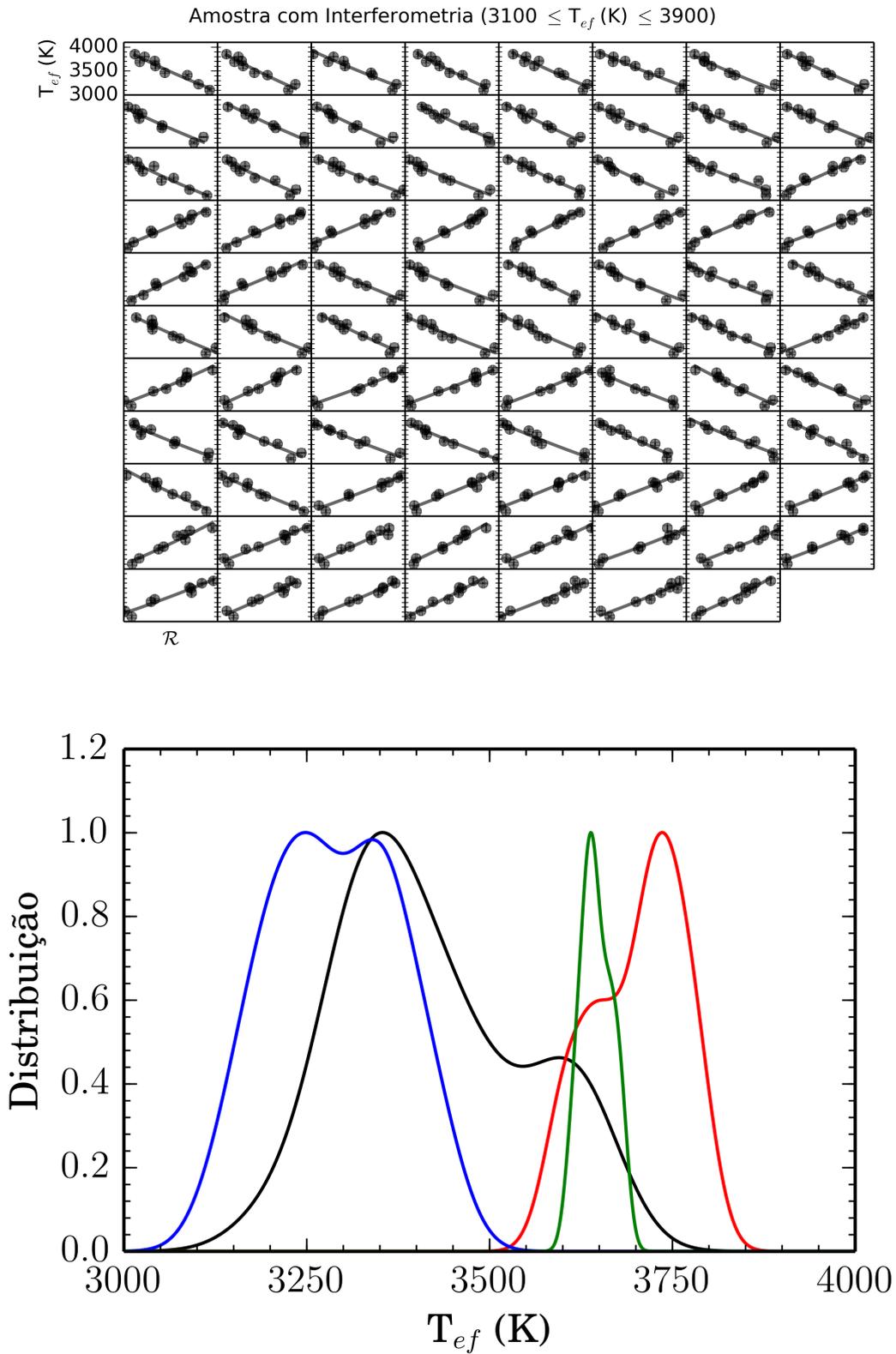


Figura 5.2: Painel superior: Ilustramos o comportamento das 87 melhores razões de índice em função das temperaturas derivadas a partir da interferometria. Painel inferior: mostramos em linhas sólidas as distribuições de  $T_{ef}$  fornecidas pelo conjunto das melhores razões de índices para as estrelas GJ 908 (preta), GL 410 (vermelha), GJ 628 (azul) e GL 382 (verde).

onde temos, baseados em (Neves et al. 2012):

$$\begin{aligned} (V - K)_{ISO} = & 51.1413 - 39.3756M_K + 12.2862M_K^2 + \\ & -1.83916M_K^3 + 0.134266M_K^4 + \\ & -0.00382023M_K^5. \end{aligned} \quad (5.9)$$

Parte significativa da opacidade do contínuo das anãs M no infravermelho deve-se à presença do íon  $H^-$  que, por sua vez, depende diretamente da ionização dos metais presentes na atmosfera estelar. Sendo assim, a metalicidade pode ser acessada via índices de cor com auxílio de  $\Delta(V - K)$  definido pela equação 5.8:

$$[Fe/H] = 0.57\Delta(V - K) - 0.17. \quad (5.10)$$

As incertezas obtidas nestas calibrações fotométricas são de 0.17 dex. Mostramos na Tabela C.2 do apêndice C a subamostra calibradora de  $[Fe/H]$  utilizada em neste capítulo.

A partir da compilação de razões de índices com maior sensibilidade à  $T_{ef}$ , aplicamos um modelo regressivo análogo à equação 5.7, agora com a metalicidade como variável dependente. Em nossa análise, verificamos a necessidade de um aumento da ordem polinomial das regressões para:

$$\begin{aligned} [Fe/H]_{ijk} = & a_0 + a_1\mathcal{R}_{ij} + a_2pEW_k + a_3(\mathcal{R}_{ij} \times pEW_k) + \\ & + a_4\mathcal{R}_{ij}^2 + a_5pEW_k^2, \end{aligned} \quad (5.11)$$

onde  $i \neq j \neq k$ . Seleccionamos 1319 calibrações com incertezas em metalicidade abaixo de 0.13 dex, o que representa 6 % das possibilidades mapeadas. Na Figura 5.3, temos os histogramas das melhores calibrações de  $[Fe/H]$  e  $T_{ef}$ , segundo nossos critérios. Baseados na equação 5.7 e 5.11, derivamos distribuições de parâmetros fundamentais para cada anã M da nossa amostra.

### 5.2.3 Parâmetros Finais: Uma Abordagem Estatística

Dadas as assimetrias e bimodalidades encontradas em algumas distribuições de parâmetros, nos propomos a abordar estatisticamente

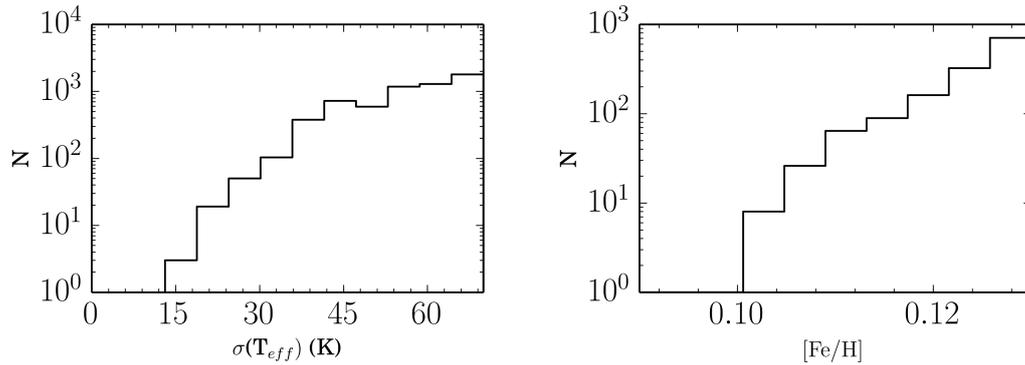


Figura 5.3: Distribuições de erros nas calibrações de  $T_{\text{ef}}$  e  $[\text{Fe}/\text{H}]$  das equações 5.7 e 5.11.

este problema. Nosso objetivo é central é restringir em cada estrela o seu domínio de possibilidades de  $T_{\text{ef}}$  e  $[\text{Fe}/\text{H}]$  a partir da estatística Bayesiana (veja cap. 2). Para isto, combinaremos as estimativas de parâmetros atmosféricos derivadas das permutações das razões de índices espectrais e das análises de PCA que englobam informações espectroscópicas e fotométricas. Para concretizarmos nossa ideia, primeiramente, temos que definir a natureza das variáveis de interesse:

- X representa a informação retirada das distribuições de parâmetros atmosféricos fornecidas pela combinação de índices espectrais (equações 5.7 e 5.11).
- Y é a variável que traduz as informações fotométricas de cada estrela que podem ser desempenhadas pelos índices de cor (V-J), (V-H), (V-K), (J-K), (J-H) e (H-K).
- Z sintetiza as informações sobre os fluxos do Dupleto infravermelho do Na I.
- PAR representa o parâmetro espectroscópico que desejamos obter a partir da análise estatística.

Manipulando a equação 2.8 mostrada no capítulo 2 temos:

$$p(\text{PAR}|Y, Z, X) \propto p_1(Y, Z|\text{PAR}) \times p_2(X|\text{PAR}) \times p_3(\text{PAR}). \quad (5.12)$$

Interpretamos  $p_1(Y, Z|\text{PAR})$  como a probabilidade de uma estrela possuir um determinado conjunto de valores de índices de cor e fluxos das linhas do Dupleto infravermelho do Na I, dada uma  $T_{\text{ef}}$  ou  $[\text{Fe}/\text{H}]$  específica. Em outras palavras,  $p_1$  pode ser obtida das equações 5.2 e 5.3, sendo estas representadas aqui pela variável  $f_1(Y, Z)$ . Partindo de uma distribuição gaussiana de erros nos parâmetros atmosféricos análoga à equação 2.9 (cap. 2) temos:

$$p_1(Y, Z|\text{PAR}) = \frac{1}{\sqrt{2\pi\sigma_{f_1(Y,Z)}^2}} e^{-\chi_1^2}, \quad (5.13)$$

onde

$$\chi_1^2 = \left( \frac{\text{PAR} - f_1(Y, Z)}{\sigma_{f_1(Y,Z)}} \right)^2. \quad (5.14)$$

Consideramos as incertezas em  $f_1(Y, Z)$  como 96 K para  $T_{\text{ef}}$  e 0.12 dex para  $[\text{Fe}/\text{H}]$ .

A probabilidade  $p_2(X|\text{PAR})$  é baseada nas estimativas de parâmetros dadas pelas equações 5.7 ou 5.11 em cada combinação de índices analisada. Denominamos cada calibração de índices espectrais como variável  $f_2(X)$  juntamente com sua respectiva incerteza de ajuste  $\sigma_{f_2(X)}$  (veja Figura 5.3). Cabe reforçar que tanto no caso do cálculo de  $p_1$  quanto em  $p_2$ , adotamos a premissa de que os erros em cada estimativa de parâmetro segue uma estatística gaussiana<sup>‡‡</sup>:

$$p_2(X|\text{PAR}) = \frac{1}{\sqrt{2\pi\sigma_{f_2(X)}^2}} e^{-\chi_2^2}, \quad (5.15)$$

onde

$$\chi_2^2 = \left( \frac{\text{PAR} - f_2(X)}{\sigma_{f_2(X)}} \right)^2. \quad (5.16)$$

Como primeira aproximação, arbitramos  $p_3(\text{PAR})$  como uma probabilidade *a priori* constante.

---

<sup>‡‡</sup>Isto é algo razoável em primeira análise uma vez que, na construção das calibrações via regressões OLS, a distribuição de resíduos em cada ajuste deve ser normal com média nula, por definição

Em análise futuras, esta probabilidade poderá ser vinculada ao conhecimento prévio do tipo espectral ou massa estelar, por exemplo. Por ora, ficaremos restritos de forma conservadora às informações contidas em  $p_1$  e  $p_2$ .

Ao longo das múltiplas estimativas de parâmetros fornecidas por cada combinação de índices espectrais e calibrações PCA, as distribuições de probabilidade  $p_1$ ,  $p_2$  e  $p_3$  são multiplicadas entre si, gerando ao fim do processo, uma distribuição de probabilidade *a posteriori*  $p(\text{PAR}|Y, Z, X)$  para o parâmetro atmosférico desejado. Em seguida, a distribuição de probabilidade *a posteriori* ao longo de todo o domínio  $\mathcal{D}$  de parâmetros atmosféricos é descrita por:

$$\mathcal{P}(\text{PAR}) = \int \int \int_D p(\text{PAR}|Y, Z, X) d(X) d(Y) d(Z). \quad (5.17)$$

Estimamos os valores médios de  $T_{\text{ef}}$  e  $[\text{Fe}/\text{H}]$  e suas incertezas a partir das distribuições cumulativas de  $\mathcal{P}(T_{\text{ef}})$  e  $\mathcal{P}([\text{Fe}/\text{H}])$  (50% para média e para limites inferior e superior 16% e 68%) para todas as anãs M de nossa amostra. Mostramos abaixo na Figura 5.4 alguns exemplos de determinações de parâmetros das estrelas GL 382, GL 410, GJ 628 e GJ 908.

Revisitamos a Figura 5.2 utilizando as equações 5.7 e 5.11. As linhas sólidas azuis referem-se às distribuições de  $T_{\text{ef}}$  e  $[\text{Fe}/\text{H}]$  resultantes do cálculo direto de parâmetros apenas utilizando índices espectrais. Removemos iterativamente as estimativas fora de um intervalo de  $\pm 2\sigma$  ao redor do valor médio de cada parâmetro até a completa convergência dos resultados (*2 $\sigma$  clipping*). Em comparação, mostramos em linhas vermelhas sólidas e tracejadas as funções densidade de probabilidade e cumulativa *a posteriori*, respectivamente. Vemos o caso representativo da estrela GJ 908 que apresenta 2 soluções distintas para  $T_{\text{ef}}$  (cenário frio  $\approx 3400$  K e quente  $\approx 3640$  K). Como exemplo, se desprezássemos a morfologia da distribuição de parâmetros e calculássemos “às cegas” seu valor mais provável, recairíamos em estimativas entre as duas soluções mais prováveis porém com incertezas demasiadamente altas. De acordo com as estimativas mais recentes retiradas da literatura, sabemos que esta estrela é de tipo espectral  $M1.4 \pm 0.3$  com  $T_{\text{ef}} = 3646 \pm 60$  K (Mann et al. 2015), o que corresponderia ao cenário quente descrito. A nossa abordagem estatística privilegia a solução próxima a 3640 K.

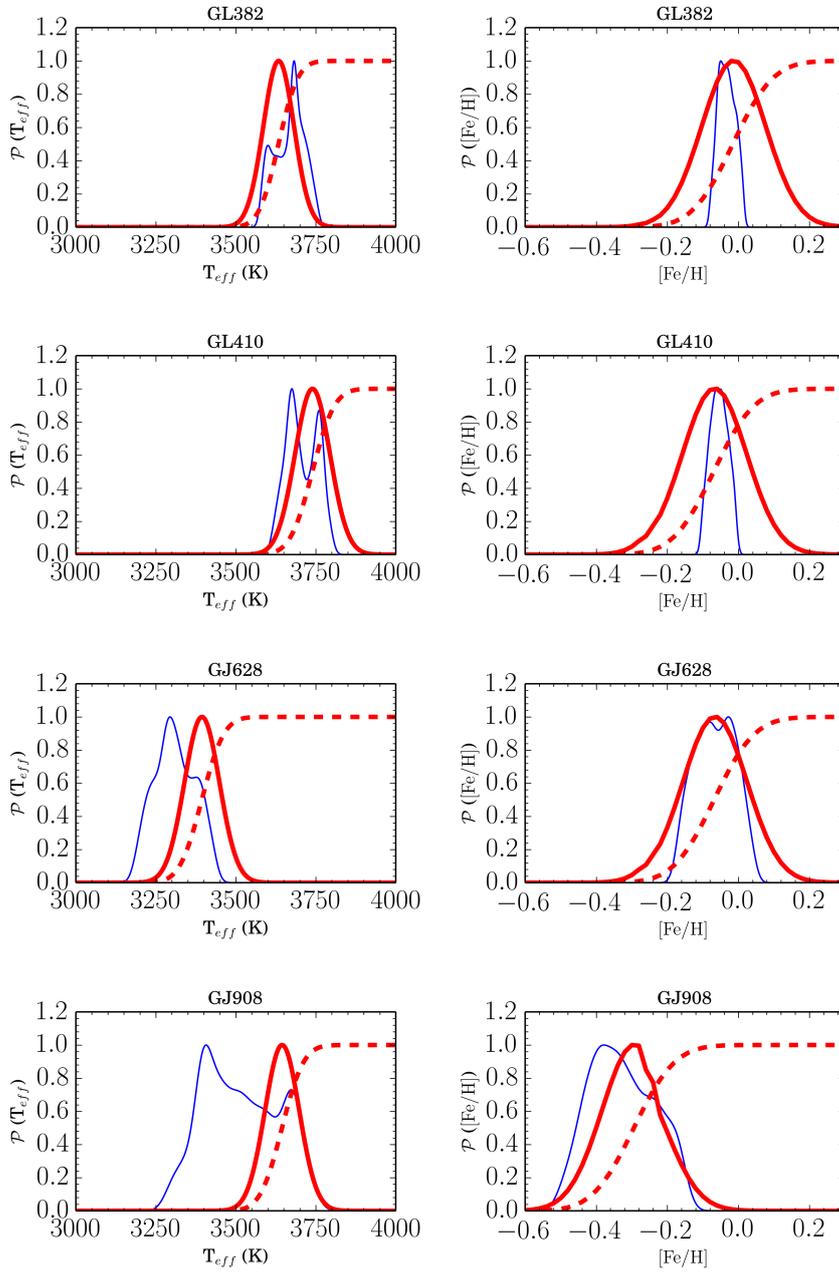


Figura 5.4: Comparação entre as distribuições de parâmetros dadas unicamente pelos índices espectrais (linha sólida azul) e as funções densidade de probabilidade (linha sólida vermelha). Em linhas tracejadas vermelhas, mostramos as funções de probabilidade cumulativas.

Outros casos elucidativos são as distribuições de metalicidades de GL 382 e GL 410. O resultado fornecido pelo  $2\sigma$  clipping converge rapidamente para valores muito próximos entre si, resultando em distribuições de parâmetros estreitas ( $\sigma \approx 0.02$  dex). No entanto, cada estimativa individual fornecida pela combinação de índices apresenta um erro intrínseco que, ao ser convoluído ao longo de todas as possibilidades de parâmetros, resulta em uma função densidade de probabilidade mais alargada, embora ainda em excelente acordo com os valores dados pelo distribuições de estimativas de  $[\text{Fe}/\text{H}]$  via  $2\sigma$  clipping.

A combinação de diferentes métodos aplicados em uma ampla região espectral é capaz de gerar baixas incertezas nos parâmetros atmosféricos ( $\sigma_{T_{\text{eff}}} \approx 50$  K e  $\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]} \approx 0.1$  dex).

Com os valores calculados de  $T_{\text{ef}}$  e  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , pudemos estimar as gravidades superficiais de nossa amostra de anãs M utilizando as calibrações de Maldonado et al. (2015) dadas por:

$$\log(g) = 174,462 - 0,138 \times X + 3,728 \times 10^{-5} \times X^2 + \\ - 3,376 \times 10^{-9} \times X^3 - 0,332 \times Y, \quad (5.18)$$

onde  $X = T_{\text{ef}}$  e  $Y = [\text{Fe}/\text{H}]$  com incerteza interna do ajuste de 0.02 dex. De forma conservadora, arbitramos 0.1 dex para  $\sigma_{\log g}$ . Das três variáveis principais que descrevem macroscopicamente as atmosferas estelares, a gravidade superficial é responsável por menos de 1% da variância dos fluxos absolutos totais no Triplete Infravermelho do Ca II em anãs FGK (Lorenzo-Oliveira et al. 2016a). Além disto, a gravidade superficial nas anãs M permanece aproximadamente constante dentro de escalas de alguns Gano. Portanto, à luz de nossa metodologia, as incertezas nas estimativas deste parâmetro não influirão significativamente sobre a determinação do nível de atividade cromosférica estelar.

Como o método descrito nesta seção não é aplicável às anãs K estimamos suas  $T_{\text{ef}}$  a partir da média das calibrações fotométricas de Casagrande et al. (2010) para as cores (V-J), (V-H), (V-Ks) e (J-Ks) utilizando as metalicidades espectroscópicas compiladas da

literatura. Nos casos onde não foi possível reunir dados sobre  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , arbitramos  $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.0 \pm 0.2$  dex que representa a metalicidade típica do disco fino Galáctico. Mostramos os parâmetros das anãs K no apêndice C, Tabela C.3.

Abaixo, enumeramos algumas observações e limitações de nossa análise de parâmetros que planejamos abordar em um futuro próximo:

1. Para estimarmos a  $[\text{Fe}/\text{H}]$  das estrelas recorreremos às calibrações fotométricas que apresentam erros de  $\approx 0.17$  dex. Somente a partir da combinação de um número grande de estimativas de parâmetros via estatística Bayesiana, pudemos atingir incertezas de  $\sigma \approx 0.1$  dex, ligeiramente inferiores aos erros nominais. Por outro lado, temos ciência de que, nos últimos anos, uma série de trabalhos ampliaram consideravelmente o número de anãs M na vizinhança solar com metalicidades espectroscópicas homogêneas e precisas (Mann et al. 2015; Terrien et al. 2015). Portanto, é interessante cogitar em um futuro próximo a possibilidade de substituição das estimativas fotométricas por uma amostra espectroscópica calibradora.
2. Estimamos  $T_{\text{ef}}$  e  $[\text{Fe}/\text{H}]$  de forma desacoplada, calculando suas probabilidades isoladamente. É possível reunir estes dois procedimentos para que eles forneçam de forma concomitante as probabilidades cruzadas  $p(T_{\text{ef}} | [\text{Fe}/\text{H}])$ . Estas possibilitariam mapear as correlações instrumentais entre estas medidas, o que seria um novo vínculo valioso para o cálculo dos fluxos absolutos cromosféricos. Como estas grandezas dependem teoricamente dos parâmetros atmosféricos fundamentais, seria possível obter idades cromosféricas baseadas em um controle maior das incertezas internas.
3. Este método pode ser estendido tanto para cálculo de tipos espectrais, massas, raios, gravidades superficiais e distâncias via magnitudes absolutas Ks, por exemplo. Em testes bastante

preliminares, obtivemos incertezas de  $\pm 0.4$  tipos espectrais e 15% nas estimativas de distâncias de anãs M.

4. Nossas análises aqui se baseiam apenas em estrelas de tipo espectral M, no entanto, em princípio, esta metodologia poderia ser aplicada em estrelas FGK com as devidas modificações.

### 5.3 Cálculo dos Fluxos Absolutos Cromosféricos

Para o cálculo dos fluxos absolutos de H $\alpha$  e do Ca II IRT, recorreremos à mesma filosofia empregada no capítulo 3. Como nossa análise aqui é direcionada especificamente às anãs M, preferimos adotar um modelo teórico de distribuição de fluxo mais adequado a estas estrelas, como é o caso do PHOENIX (Husser et al. 2013). Este reproduz com melhor exatidão as características espectrais das estrelas mais frias por possuir dados atômicos e moleculares atualizados em comparação com os modelos NMARCS (Gustafsson et al. 2008).

Selecionamos uma grade de 1366 modelos compreendendo os intervalos de 2500-6500 K (passo de 100 K) em  $T_{\text{ef}}$ , 3.0-6.0 dex log(g) (passos de 0.5 dex) e +1.0 a -1.0 dex (passos de 0.5 dex) em [Fe/H]. Escolhemos no óptico 2 e no infravermelho 4 regiões de pseudo-contínuo ao redor dos indicadores cromosféricos. Em seguida, calculamos uma grade de modelos teóricos que fornecessem as estimativas de fluxo absoluto em unidades físicas (em  $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1}$ ) nas regiões de pseudo-contínuo previamente estabelecidas em função dos parâmetros atmosféricos  $\bar{F}$  ( $T_{\text{ef}}$ , [Fe/H], log(g)). Então, para região de contínuo, calibramos relações cúbicas multilineares da forma:

$$\begin{aligned} \log(\bar{F}) = & \beta_0 + \beta_1 x + \beta_2 y + \beta_3 z + \beta_4 xy + \beta_5 xz \\ & + \beta_6 yz + \beta_7 x^2 + \beta_8 y^2 + \beta_9 z^2 + \beta_{10} x^2 y \\ & + \beta_{11} x^2 z + \beta_{12} y^2 x + \beta_{13} y^2 z + \beta_{14} z^2 x \\ & + \beta_{15} z^2 y + \beta_{16} xyz + \beta_{17} x^3 \\ & + \beta_{18} y^3 + \beta_{19} z^3, \end{aligned} \quad (5.19)$$

onde  $x = \log(T_{\text{ef}})$ ,  $y = \log(g)$ ,  $z = [\text{Fe}/\text{H}]$  e  $\overline{F}(x, y, z)$  é dado em  $10^5 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$  unidades de fluxo absoluto. Atingimos correlações múltiplas de  $R^2 = 0.99$  e erros de ajuste entre 0.005-0.02 dex (1-5% de  $\overline{F}$ ). Como já era esperado, devido à melhor caracterização teórica do fluxo absoluto no contínuo, encontramos erros de ajuste inferiores  $\leq 0.01$  dex no infravermelho próximo. Mostramos na Tabela C.1 do apêndice C os coeficientes regressivos derivados neste trabalho. Enfatizamos que os resultados apresentados são válidos entre 2900 K e 4100 K, o que corresponde aos tipos espectrais K7-M5. Com intuito de amparar análises mais amplas da evolução da atividade cromosférica, calibramos os fluxos absolutos em outros 3 domínios de  $T_{\text{ef}}$ : 2500 K a 2900 K (M5-M8), 4100 K a 5000 K (K7-G0) e 5000 K a 6500 K (G0-F5). Realizamos estas divisões porque próximo às transições entre as regiões mencionadas, verificamos uma considerável mudança do regime de dependência dos fluxos absolutos em função de cada parâmetro atmosférico. Sendo assim, não foi possível a utilização de um modelo regressivo unificado satisfatório para todos os tipos espectrais em questão.

Para medirmos  $\mathcal{F}_{H\alpha}$  e  $\mathcal{F}_{IRT}$  foi necessário definir uma região de integração ao redor do comprimento de onda central destes indicadores. Baseados em trabalhos anteriores (Gomes da Silva et al. 2011), adotamos 1.6 Å para  $H\alpha$  e 2.0 Å para o Triplete (Linsky et al. 1979b). No entanto, sabemos que as propriedades estruturais e atmosféricas das anãs M variam de forma mais acelerada, com o tipo espectral, que nas estrelas de tipo solar. Para reduzidos intervalos de  $T_{\text{ef}}$  nas anãs M, temos variações consideráveis no raio estelar e também nas assinaturas espectrais.

Após o regime de alta atividade magnética, as anãs M decaem rapidamente para níveis cromosféricos quiescentes (cromosferas menos magnetizadas). Aliado a isto, nos tipos espectrais mais tardios as transições relativas a  $H\alpha$  e Ca II IRT são menos favorecidas. Por efeitos de baixa temperatura em suas atmosferas, o átomo de Ca não se torna uma vez ionizado com a mesma eficiência em comparação com as estrelas de maior massa. No caso do hidrogênio, a excitação

do elétron presente no estado fundamental para nível eletrônico  $n = 2$  torna-se também menos frequente. Como resultado, quanto mais fria a estrela menos intensos são os perfis de absorção destes indicadores cromosféricos. No caso das estrelas FGK, sabemos que a morfologia destes indicadores varia de forma consideravelmente menos acentuada em função da  $T_{\text{ef}}$ . Portanto, estamos cientes que intervalos de integração mais abrangentes ( $\gtrsim 1\text{-}2 \text{ \AA}$ ) embora compreendam satisfatoriamente toda a emissão cromosférica das anãs M mais ativas, podem incluir de forma demasiada regiões espectrais majoritariamente correlacionadas com  $T_{\text{ef}}$ . Ou seja, um intervalo de integração mais largo ao redor das linhas  $H\alpha$  e  $\text{Ca II}$  significa uma maior *diluição da componente cromosférica*. Como nossa amostra é dominada por estrelas de baixo contraste cromosférico, decidimos privilegiá-las ao reduzirmos os intervalos inicialmente considerados para:  $0.4 \text{ \AA}$  e  $0.6 \text{ \AA}$  em  $H\alpha$  e  $\text{Ca II}$ , respectivamente.

Sendo assim, guiados pela equação 3.2 (cap.3) e informações da Tabela C.1, utilizamos as bandas de integração referentes às suas regiões de pseudo-contínuo e indicadores cromosféricos, calculamos as razões de fluxos observados em cada espectro ( $f_L/f_c$ ) e estimamos os fluxos absolutos totais  $\mathcal{F}_{H\alpha}$  e  $\mathcal{F}_{IRT}$  com auxílio das distribuições de parâmetros atmosféricos obtidos na seção 5.2.3. No caso do  $\text{Ca II IRT}$ , nos beneficiamos das três medidas distintas de atividade ( $\lambda 849.8\text{nm}$ ,  $\lambda 854.2\text{nm}$  e  $\lambda 866.2\text{nm}$ ) e realizamos a média de seus fluxos cromosféricos.

Investigamos a correlação residual dos fluxos absolutos com o tipo espectral estelar. Tal dependência pode ser estimada a partir da relação direta entre  $\mathcal{F}_L$  e a  $T_{\text{ef}}$ . Mostramos na Figura 5.5, o ajuste dado pelas estrelas M4 a K0 menos ativas. Arbitramos os níveis mínimos de atividade em cada intervalo de  $T_{\text{ef}}$  como  $\mathcal{F}_L^{\text{min}}$ . Como boa parte de nossa amostra converge para os níveis mínimos de atividade, para efeitos de visualização, mostramos este diagrama em escala logarítmica de fluxo:

$$\mathcal{F}_{H\alpha}^{\text{min}} = -3.503 + 9.158X - 9.778X^2 + 5.533X^3 \quad (5.20)$$

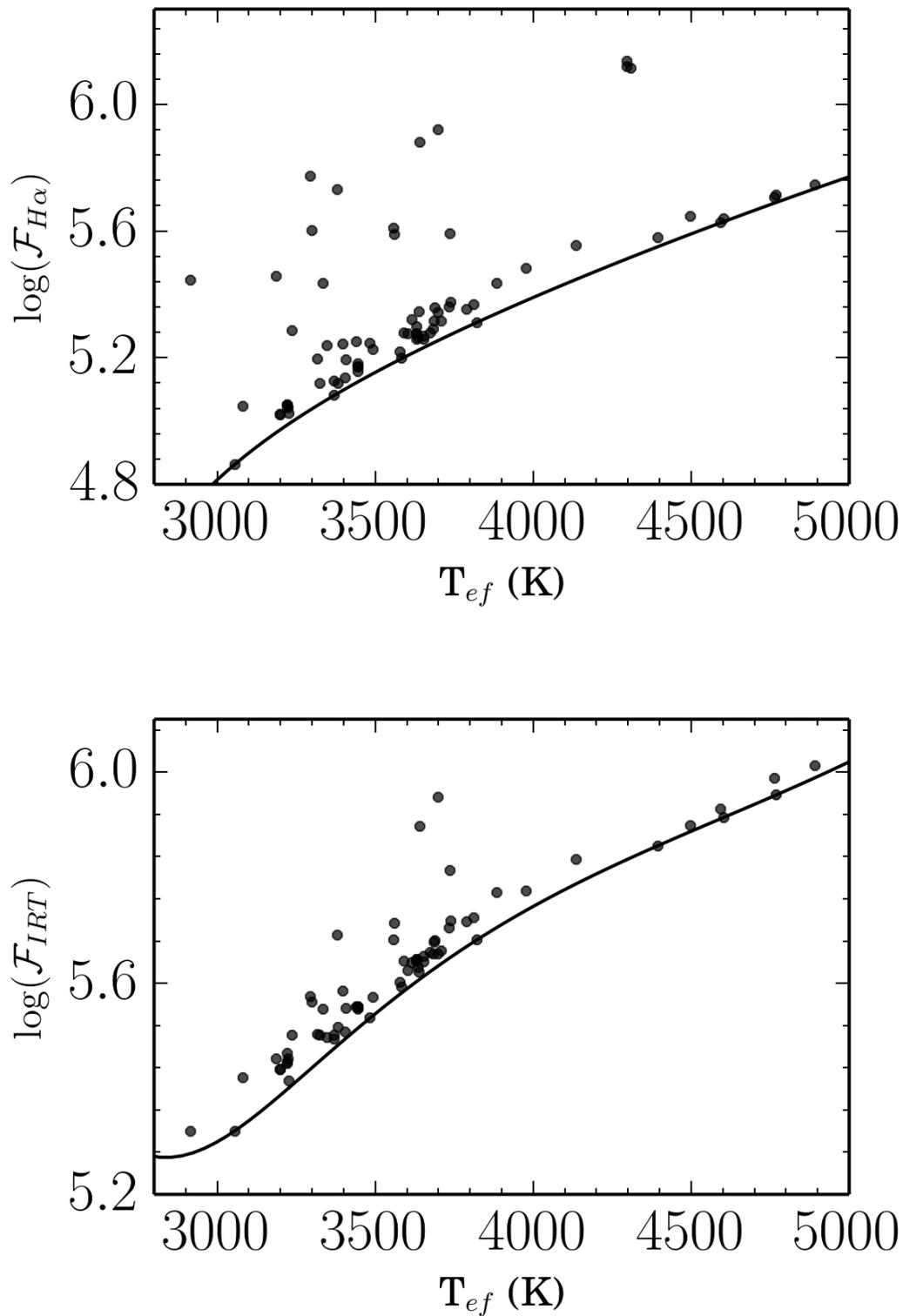


Figura 5.5: Mostramos a correlação entre os fluxos absolutos totais da linha  $H\alpha$  e do  $Ca\ II\ IRT$ . As linhas sólidas são as correções de fluxo mínimo que serão subtraídas dos fluxos absolutos totais. Como resultado da subtração de fluxo, obteremos medidas da atividade cromosférica para cada indicador espectroscópico.

e

$$\mathcal{F}_{IRT}^{min} = 161.435 - 589.854X + 793.183X^2 - 462.305X^3 + 101.024X^4, \quad (5.21)$$

onde  $X = T_{ef} / 3500$ . A relação é válida entre 3000 K e 5000 K. Analogamente aos capítulos anteriores, definimos o fluxo cromosférico como o nível de atividade estelar normalizada pela dependência do tipo espectral estelar, em primeira ordem. Sendo assim podemos estimar esta quantidade em cada indicador a partir da equação:

$$\mathcal{F}'_L \equiv \mathcal{F}_L - \mathcal{F}_L^{min}. \quad (5.22)$$

Listamos na Tabela C.3 do apêndice C os valores de  $\mathcal{F}'_L$  do Ca II IRT e  $H\alpha$ , juntamente com suas incertezas. Para os fluxos cromosféricos nulos, dentro das incertezas, atribuímos a eles os seus respectivos valores de erros superiores. As estrelas nesta categoria serão classificadas na próxima seção como limites superiores de fluxos cromosféricos.

## 5.4 A Relação Idade-Atividade

Após a subtração fotosférica, relacionamos os fluxos cromosféricos do óptico e infravermelho próximo com a idade estelar (Tabela 5.1). Apresentamos na Figura 5.8 os resultados obtidos. Observa-se uma tendência de decaimento da atividade mais acentuada do que nas estrelas FGK. As anãs M com idades inferiores a 1 Gano apresentam níveis de atividade cromosférica em  $H\alpha \approx 30\times$  superiores às estrelas mais velhas da amostra. Estas taxas são significativamente mais elevadas que aquelas encontradas em estrelas parecidas com o Sol ( $\approx 10\times$ ). Comparativamente, em estrelas parecidas com o Sol, a atividade varia a taxas inferiores dentro dos mesmos domínios de idade ( $\approx 2-3\times$ ).

---

O contraste é ainda superior quando comparamos com a evolução da atividade coronal em raios-X que mostra uma diferença de  $\approx 60\times$  entre as estrelas jovens e velhas (Garcés et al. 2011; Stelzer et al. 2013; Guinan et al. 2016)

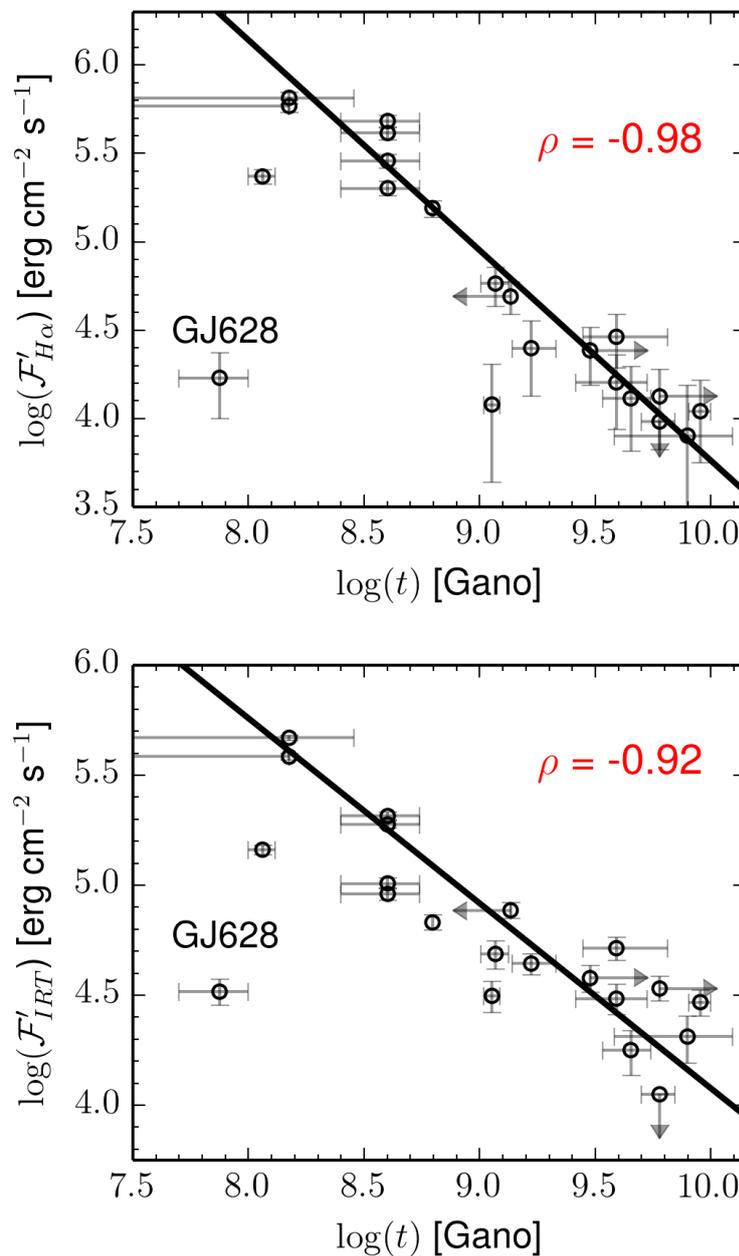


Figura 5.6: Diagrama Idade-Atividade para as anãs M com idades conhecidas (Tabela 5.1) para H $\alpha$  (painel superior) e o Ca II IRT (painel inferior). As altas correlações obtidas nestas relações possibilitam aplicar estes indicadores espectroscópicos na tarefa de datação estelar.

Mapeamos os espectros de nossa amostra buscando sinais de emissão cromosférica. Entre 3300-3800K, verificamos que todas as anãs M com  $\log \mathcal{F}'_{H\alpha}$  acima de 5.2 dex apresentam perfis em emissão, enquanto as estrelas inativas (perfis em absorção) situam-se em níveis de atividade sistematicamente inferiores em, ao menos, 0.5 dex ( $\log \mathcal{F}'_{H\alpha} \lesssim 4.75$  dex). Em estrelas mais frias, o regime de emissão cromosférica prolonga-se até fluxos inferiores ao limite anteriormente mencionado, como no caso da GJ 905 ( $\log \mathcal{F}'_{H\alpha} \approx 4.5$ ). Isto indica que nestas estrelas de tipos espectrais mais tardios, o regime de emissão sustenta-se até idades superiores, embora seus fluxos cromosféricos sejam baixos em comparação com as estrelas ativas de maior massa.

Neste ponto, a análise comparativa dos indicadores cromosféricos pode ser elucidativa. Verificamos que no caso do Ca II IRT, o regime de atividade migra do estado ativo para inativo mais rapidamente do que nas linhas  $H\alpha$ . Identificamos 5 estrelas nesta categoria em nossa amostra: GL 669A, GJ 1289, GJ 905, GJ 729 e GJ 362. Esta característica pode ser utilizada como vínculo para determinação de idades, já que possivelmente essas estrelas estão se aproximando da troca de regime de atividade também em  $H\alpha$ .

Voltando à Figura 5.8, apesar do espalhamento em ambas as variáveis, detectamos visualmente uma tendência de diminuição progressiva do nível de atividade cromosférica em ambos indicadores (índice de correlação:  $\geq 90\%$ ,  $p \approx 10^{-6}$ ). Ambos indicadores comportam-se de forma semelhante em função da idade estelar, porém o Ca II IRT mostra um espalhamento ligeiramente superior. Mostramos abaixo as calibrações entre estas quantidades para as anãs M:

$$\log(t_{Crom}) = (13.16 \pm 0.24) - (0.84 \pm 0.04) \log \mathcal{F}'_{H\alpha} \quad (5.23)$$

e

$$\log(t_{Crom}) = (14.85 \pm 0.63) - (1.19 \pm 0.14) \log \mathcal{F}'_{IRT}, \quad (5.24)$$

---

Adicionamos à análise da correlação dos dados a técnica *Survival Analysis* (Feigelson & Nelson 1985) que considera os limites inferiores e superiores em ambas as variáveis, no caso, o nível de atividade cromosférica e a idade estelar. Obtivemos correlações de  $\approx 70\%$  ( $p \approx 10^{-5}$ )

onde a idade é dada em anos com erros de 0.13 e 0.24 dex para as calibrações de  $H\alpha$  e Ca II IRT, respectivamente. Os fluxos cromosféricos estão em  $10^5$  erg/cm<sup>2</sup>s. As correlações e erros obtidos nesta análise indicam claramente a viabilidade de estimarmos idades via atividade cromosférica em anãs M.

Descartamos de nossas calibrações de idade as estrelas: GJ 628, GJ569A e NLTT31888. A primeira possui perfis em absorção nos 2 indicadores cromosféricos, nível de atividade 1 dex abaixo do esperado para sua idade e baixa luminosidade em raios-X, cenário incompatível com nível de atividade observado nas demais estrelas de AB Dor. GJ569A compõe um sistema múltiplo juntamente com 2 (possivelmente 3, Simon et al. (2006)) anãs marrons com idades estimadas entre 0.10 e 0.13 Gano. Devido à sua juventude, a GJ569A encontra-se no regime saturado de atividade magnética, portanto, sua atividade cromosférica ainda é fracamente dependente da idade estelar (Pizzolato et al. 2003; Mamajek & Hillenbrand 2008). Tanto no Ca II IRT quanto em  $H\alpha$ , temos níveis de atividade compatíveis com a idade do grupo cinemático Ursa Maior ( $\approx 0.4$  Gano), o que representaria um erro de 0.3 dex em idade. Em  $H\alpha$ , a NLTT31888 é  $\approx 1.5$  dex mais inativa que as demais estrelas de sua idade. Aplicando diretamente nossas calibrações derivamos idades de  $\approx 5$  e 2 Gano para  $H\alpha$  e Ca II IRT, respectivamente. Ainda não está clara a razão de tal discrepância entre os indicadores cromosféricos. Curiosamente, como pode ser visto no diagrama de Toomre representado na Figura 5.7, a NLTT31888 apresenta característica cinemática semelhante à GL 699 que é uma estrela reconhecidamente velha. Além destas duas anãs, mostramos em comparação as demais estrelas pertencentes aos sistemas WD/M com idades bem definidas.

As relações apresentadas 5.23 e 5.24 possibilitam pela primeira vez estimar idades para anãs M utilizando indicadores cromosféricos. Tentativas anteriores de calibração de atividade cromosférica (Silvestri et al. 2005) não foram capazes de detectar um cenário de

---

Verificamos que a inclusão desta estrela em nossas calibrações alteram em apenas  $\approx 5\%$  nossos coeficientes regressivos.

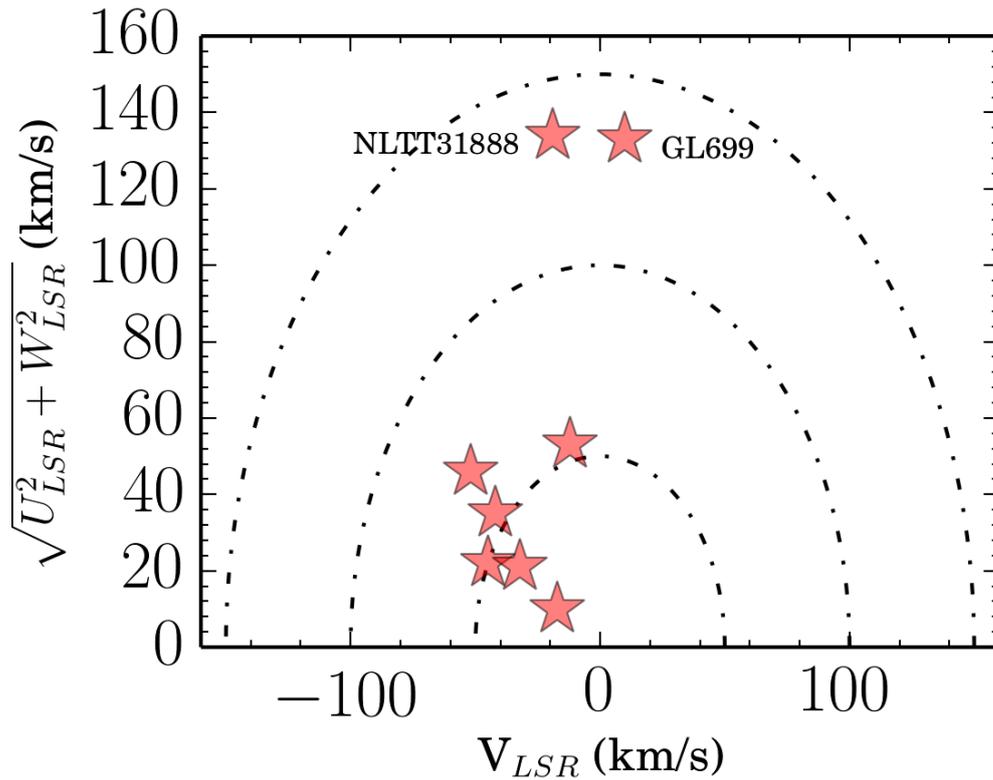


Figura 5.7: Diagrama de Toomre para as estrelas pertencentes aos sistemas WD/M além da GL 699. Em linhas tracejadas, temos os isocontornos para  $\sqrt{U_{LSR}^2 + V_{LSR}^2 + W_{LSR}^2}$  em passos de 50 km/s.

evolução da atividade possivelmente pela não utilização de parâmetros atmosféricos precisos. Normalmente, estimativas fotométricas são utilizadas para obtenção dos parâmetros atmosféricos. No entanto, as incertezas advindas deste processo são consideráveis ( $\approx 150$  K e 0.15 dex para  $T_{\text{ef}}$  e  $[\text{Fe}/\text{H}]$ ). Incertezas observacionais são propagadas para os fluxos absolutos totais resultando no declínio da precisão no cálculo dos fluxos cromosféricos. Este viés tem limitado a detecção da evolução da atividade em estrelas velhas e inativas.

Como exemplo, consideramos apenas os parâmetros atmosféricos fornecidos pela análise discutida na seção 5.2.1 que resulta em erros superiores de  $\sigma_{T_{\text{eff}}} = 96$  K. Rederivamos os fluxos cromosféricos de  $\text{H}\alpha$  e observamos que as estrelas com  $\log \mathcal{F}' \lesssim 4.5$  dex (correspondente a 2-3 Gano) apresentavam níveis de atividade compatíveis com os erros de calibração de fluxo absoluto total ( $\sigma_{\log \mathcal{F}} \approx 0.02$  dex, equação 5.19). Adicionalmente, outras fontes de erro ou vieses na análise

são importantes como baixa resolução espectral, derivação de idades das anãs brancas ancoradas apenas em parâmetros fotométricos e idades imprecisas da amostra calibradora.

### 5.4.1 Um Estudo sobre Idades Cromosféricas via Estatística Bayesiana

Nesta seção mostraremos como podem ser derivadas funções de probabilidade de idades cromosféricas via estatística Bayesiana. Como exemplo, mostraremos os resultados apenas para a linha H $\alpha$  que detém maior riqueza de informações estatísticas sobre a distribuição de atividade na vizinhança solar pelo fato deste ser um indicador de atividade amplamente utilizado em anãs M (Marcy & Chen 1992; Delfosse et al. 1998; West et al. 2008; Jenkins et al. 2009; Reiners & Mohanty 2012; West et al. 2015), ao contrário do Ca II IRT. Ressaltamos que os procedimentos adotados aqui podem ser diretamente estendidos para o Ca II IRT.

Partindo da hipótese abrangente de que a idade cromosférica possa ser estimada combinando informações sobre os fluxos cromosféricos, morfologia das linhas espectrais sensíveis a atividade magnética e sua dependência com a massa estelar (tipo espectral) construímos um modelo estatístico que relacione essas variáveis. Computamos a probabilidade  $p(t, \log \mathcal{F}', \mathcal{E}, TS)$  onde  $t$  é a idade estelar,  $\mathcal{E}$  é a presença de emissão no indicador cromosférico estudado e  $TS$  é a informação sobre o tipo espectral estelar. Aplicando o teorema de Bayes em  $p$  escrevemos a função de probabilidade *a posteriori* para uma dada idade como:

$$p(t | \log \mathcal{F}', \mathcal{E}, TS) \propto p(\log \mathcal{F}' | t, \mathcal{E}, TS) p(t | \mathcal{E}, TS) p(\mathcal{E} | TS) p(TS). \quad (5.25)$$

O termo  $p(\log \mathcal{F}' | t, \mathcal{E}, TS)$  pode ser interpretado como nossa função de verossimilhança que relacione de forma direta a idade  $t$  com a atividade cromosférica  $\log \mathcal{F}'$ .

---

Para detalhes sobre as diferenças entre as determinações de idades dos sistemas binários de nossa amostra e de análises anteriores, veja Garcés et al. (2011)

Certamente,  $\log \mathcal{F}'$  deve apresentar alguma correlação residual com o tipo espectral devido a: 1) calibração absoluta de fluxo no contínuo estelar que estabelece uma dependência direta entre fluxos totais dos indicadores cromosféricos e os parâmetros atmosféricos (principalmente  $T_{\text{ef}}$  e  $[\text{Fe}/\text{H}]$ ); 2) Efeitos intrínsecos das atmosferas e interiores estelares como a dependência do perfil de cada indicador cromosférico com o tipo espectral,  $[\text{Fe}/\text{H}]$  e  $\log(g)$  (Terrien et al. 2015); 3) Dependência da extensão da convecção (Barnes & Kim 2010) e/ou raio estelar (Reiners & Mohanty 2012).

As funções de probabilidade restantes são entendidas em nossa análise como informações *a priori*. A expressão  $p(t|\mathcal{E}, TS)$  dá a informação acerca da idade limite típica ( $\tau_{act}$ ) em que uma determinada anã M de tipo espectral TS poderá apresentar linhas de emissão cromosférica em seu espectro. O termo  $p(\mathcal{E}|TS)$  representa a fração destas estrelas ativas na vizinhança solar ( $fr_{act}$ ) (West et al. 2008). Mostramos as probabilidades e as escalas de tempo de alta atividade na Tabela 5.4. Portanto, anãs M de tipos espectrais mais tardios são capazes de sustentar níveis de atividade magnética relativamente elevados por escalas de tempo superiores às estrelas de maior massa. Neste sentido, deve-se também considerar que a baixa contribuição do contínuo estelar naquelas estrelas facilita a identificação visual dos regimes de emissão. Com estas considerações em mente, mostraremos adiante comparações das idades derivadas de estrelas de diferentes tipos espectrais e sua relação com a emissão cromosférica estelar.

Como a presença ou ausência de emissão espectral traduz-se em limites superior e inferior de idade, respectivamente, equacionamos o termo  $p(t|\mathcal{E}, TS)$  em nossos modelos de 2 formas distintas. Para cada estrela com perfil em absorção (ABS), em cada tipo espectral possível mapeado, contabilizamos sua distribuição de probabilidade cumulativa da forma:

$$p(t|\mathcal{E} = \text{ABS}, TS) = \int_{M0}^{TS} \tau_{act}(TS) d(TS). \quad (5.26)$$

Alternativamente, no caso de emissão (EMI) computamos a distri-

TS	$\tau_{act}$ (Gano)	$fr_{act}$
M0	$0.8 \pm 0.6$	6 %
M1	$0.4 \pm 0.4$	7 %
M2	$1.2 \pm 0.4$	10 %
M3	$2.0 \pm 0.5$	17 %
M4	$4.5^{+0.5}_{-1.0}$	33 %
M5	$7.0 \pm 0.5$	67 %
M6	$7.0 \pm 0.5$	70 %

Tabela 5.4: Tabela com as informações das escalas de tempo de atividade e fração de anãs M com perfis de emissão para cada tipo espectral. Utilizamos estes dados para calcular  $p(t|\mathcal{E}, TS)$  e  $p(\mathcal{E}|TS)$  retirados de West et al. (2008)

buição cumulativa complementar:

$$p(t|\mathcal{E} = \text{EMI}, TS) = 1 - \int_{M0}^{TS} \tau_{act}(TS) d(TS). \quad (5.27)$$

$p(TS)$  pode ser interpretada tanto como uma função de massa Galáctica (Covey et al. 2008) ( $p(M/M_{\odot}) \propto M/M_{\odot}^{-1.1}$ ) ou a informação espectroscópica sobre a distribuição de  $T_{\text{ef}}$ , tipos espectrais. O procedimento aqui empregado é análogo ao de obtenção do  $R/R_{\text{TO}}$ , no capítulo 2. Consideramos a priori gaussiana para o tipo espectral estelar com média baseada na interpolação linear entre esta quantidade fornecida na Tabela 6 de Lépine et al. (2013) e a  $T_{\text{ef}}$  de nossas estrelas. Adotamos como incerteza nestas determinações 0.5 tipos espectrais.

Marginalizamos a distribuição de probabilidade a posteriori através da expressão:

$$p(t) \propto \int_{TS} \int_{\log \mathcal{F}'} p(t|\log \mathcal{F}', \mathcal{E}, SpT) d(TS) d(\log \mathcal{F}') \quad (5.28)$$

Na Figura 5.8, mostramos 8 exemplos de distribuições calculadas pelo nosso modelo estatístico. O primeiro exemplo resulta em 0.69 Gano para uma estrela jovem pertencente ao grupo cinemático das Híades (0.65 Gano). Com exceção da GJ 905 e GL669A, as demais estrelas apresentam perfis em absorção, portanto, inativas e de idade

superior a 1 Gano. As três estrelas com mesmo nível de atividade GL 382, GJ 226 e GJ 905 possuem idades semelhantes, embora a última ainda sustente o regime de emissão cromosférica. No caso da GL 382, seu período rotacional de 21.6 dias indica  $\approx 1.5$  Gano de idade (Barnes & Kim 2010). Nossa estimativa de idade cromosférica está situada em  $\approx 1.9$  Gano. A LP856-54 possui idade de 1.17 Gano (Tabela 5.1), estimamos 1.2 Gano. Estimamos 4.3 Gano para a NLTT 26385 que está em acordo com a idade fornecida pela sua companheira anã branca (ver Tabela 5.1). No caso de Wolf672B, temos um limite inferior de idade  $> 6$  Gano. Nossas idades cromosféricas resultam em valores inferiores de  $5.9_{-2.3}^{+2.8}$  Gano, embora ainda dentro das incertezas. O alto período rotacional de GJ 273 ( $115 \pm 19$  dias) indica uma idade rotacional de  $5.5 \pm 0.5$  Gano em comparação com 5.4 Gano obtidos via atividade cromosférica.

Estes exemplos ilustram que nem sempre podemos considerar erros simétricos quando derivamos idades cromosféricas, já que a morfologia das distribuições de probabilidade se altera à medida em que variamos os parâmetros atmosféricos e níveis de atividade. Este é um ponto importante neste estudo. Dessa forma, uma abordagem estatística com controle das fontes de incerteza relacionadas à derivação dos parâmetros atmosféricos e aos cálculos dos fluxos cromosféricos é capaz de fornecer uma alternativa mais robusta ao problema de datação cromosférica. Em princípio, a metodologia empregada neste trabalho poderia ser adaptada para fornecer idades para qualquer estrela de tipo espectral tardio (FGKM).

Investigamos o grau de concordância de nossas idades em função da rotação das anãs M representada pelo  $P_{\text{rot}}$  e atividade coronal nas anãs M representada pela luminosidade estelar em raios-X ( $\log(L_X)$ ). Como vimos no capítulo 1, devido a um efeito dínamo, estas grandezas devem evoluir de forma acoplada com a idade e atividade cromosférica. Portanto, torna-se interessante avaliar qualitativamente se nossas calibrações em idade estão pareadas com um cenário de evolução conectada entre rotação e atividade magnética (coronal e cromosférica). Em outras palavras, testaremos se a partir da rela-

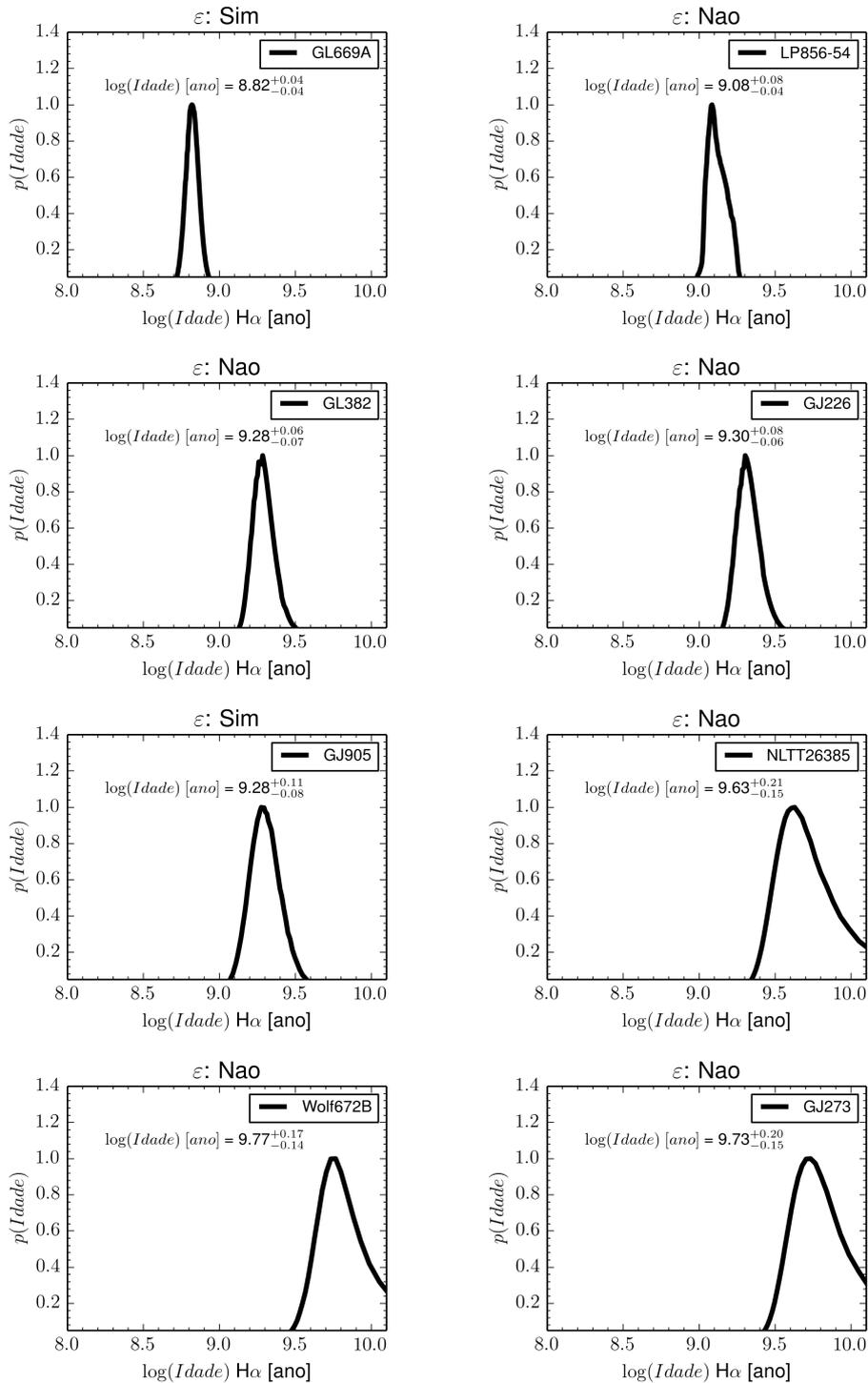


Figura 5.8: Distribuições de probabilidade de idade cromosférica (Eq. 5.28) derivada a partir da análise estatística descrita nesta seção. Mostramos alguns casos ilustrativos incluindo estrelas jovens/ativas e velhas/inativas.

ção idade cromosférica-rotação, conseguiremos prever um cenário de evolução temporal da atividade coronal condizente com os resultados encontrados na literatura, dentro das incertezas. Em seguida, podemos aplicar a mesma filosofia combinando idade cromosférica e atividade coronal para prever a evolução rotacional das anãs M.

De início, compilamos  $\log(L_X)$  do *ROSAT All-Sky Survey Bright Source Catalogue* (Voges et al. 1999) e relacionamos estas quantidades com a idade estelar calculada pela equação 5.28. Mostramos os resultados na Figura 5.9. Uma calibração entre estas quantidades levou à relação:

$$\log(L_X) = (42.38 \pm 1.6) - (1.61 \pm 0.18) \log(t_{crom}). \quad (5.29)$$

Os erros encontrados no ajuste são de 0,4 dex. Adicionalmente, compilamos de Guinan et al. (2016) (G16) anãs M ausentes em nossa amostra porém com idades precisas conhecidas e possuidoras de atividade em raios-X medida. Para garantir a homogeneidade na comparação dos resultados, recalibramos a relação  $\log(L_X)$  vs. Idade de G16 e obtivemos:

$$\log(L_X)_{G16} = (39.8 \pm 0.73) - (1.33 \pm 0.08) \log(t_{G16}). \quad (5.30)$$

Mostramos na Tabela 5.5 a amostra teste utilizada.

Substituímos na equação 5.29 a idade fornecida de cada estrela e estimamos sua luminosidade ( $\log(L_X)_{pred}$ ), comparando-a com seus respectivos valores medidos. Lembrando que para viabilizar estas comparações, partimos da premissa de que a idade cromosférica é equivalente à idade real da estrela. Em outras palavras, consideramos  $t_{crom} \equiv t$ . A partir desta premissa, temos a lei de potências para relação idade-atividade coronal como:

$$L_X \propto t^\alpha, \quad (5.31)$$

---

Verificamos que a estrela G 111-72 na amostra de Guinan et al. (2016) trata-se da NLTT 19314 com  $\log(L_X) = 26.9$  erg/s e idade de 2.5 Gano. Estimamos para este valor de idade,  $\log(L_X)_{pred} = 27.2$  erg/s em pleno acordo com a relação proposta.

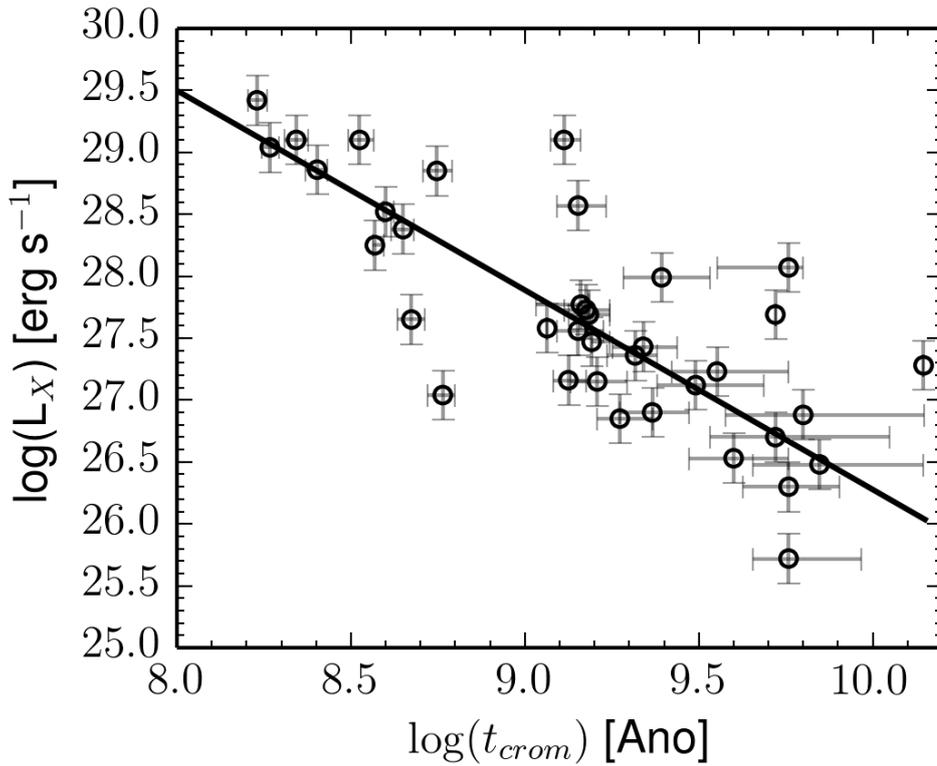


Figura 5.9: A relação idade cromosférica vs. atividade coronal. Mostramos em linhas sólidas o ajuste dado pela equação 5.29.

onde  $\alpha = -1.61 \pm 0.18$  em acordo marginal com  $\alpha = -1.33 \pm 0.08$  ( $\alpha = -1.42$  em G16) baseado em G16. Nossas previsões de luminosidade em raios-X para estrelas mais velhas que 0.1 Gano na Tabela 5.5 estão em bom acordo com os valores medidos dentro de  $\sigma = 0.2$  dex, compatível com os erros derivados na construção das calibrações e variabilidade estelar.

Agora, discutiremos brevemente a evolução rotacional e retornaremos a este ponto da discussão logo em seguida. Reiners et al. (2014) compilaram dados de 821 anãs FGKM e exploraram as combinações de variáveis que minimizariam o espalhamento na relação entre rotação estelar ( $Ro$  e  $P_{rot}$ ) e atividade coronal em raios-X. Dentre suas conclusões, os autores observaram que existe uma forte correspondência entre  $L_X$  e  $P_{rot}$  sem que haja a necessidade de inclusão de variáveis dependentes da massa/raio estelar ( $\tau_c$  ou  $L_{bol}$ ). Em outras palavras, para um mesmo período rotacional as estrelas FGKM de-

Estrela/Grupo	t(Gano)	$\log(L_X)$	$\log(L_X)_{pred}$	$ \Delta $
Plêiades	0.1	28.7	29.5	0.8
Grupo Castor	0.2	28.7	29.0	0.3
Grupo UMa	0.4	28.4	28.5	0.1
Presepe	0.6	28.4	28.2	0.2
Híades	0.6	28.1	28.2	0.1
GJ 176	$2.0 \pm 0.5$	27.5	27.4	0.1
LHS 26	$4.0 \pm 1.0$	27.1	26.9	0.2
40 Eri C	$5.1 \pm 0.7$	26.9	26.8	0.1
Próxima Cen	$4,8 \pm 1.0$	26.9	26.8	0.1
Disco Velho + Halo	$10^{+2}_{-2}$	26.3	26.3	0.0
Kapteyn	$11^{+0.5}_{-1.5}$	26.6	26.2	0.4

Tabela 5.5: Comparação entre as medidas em raios-X e nossas previsões via equação 5.29. As luminosidades em raios-X e as diferenças  $|\Delta|$  são mostradas em erg/s.

vem apresentar o mesmo nível de atividade em raios-X, dentro das incertezas inerentes à variabilidade estelar.

Alternativamente, Reiners & Mohanty (2012) propuseram um cenário de evolução rotacional dependente do termo  $t_b \equiv (M^2 R^{-16})^{-1/3}$  interpretado pelos autores como *eficiência relativa de frenagem rotacional* em tradução livre. Portanto, é dada a hipótese de um vínculo fundamental teórico para interpretação da evolução do momento angular dependente do raio estelar. Como a luminosidade em raios-X já carrega consigo tal dependência, não é surpreendente que exista a correspondência direta observacional mostrada em Reiners et al. (2014):

$$L_X \propto P_{rot}^\beta, \quad (5.32)$$

onde  $\beta = -2.01 \pm 0.05$ .

Seguindo esta linha de raciocínio, a inclusão de termos dependentes do raio/massa estelar nesta relação deve ser feita de forma isonômica. Desta forma, alternativamente,  $L_X/L_{bol}$  vs.  $R_0$  ou  $L_X/L_{bol}$  vs.  $P_{rot}^{-2}R^{-4}$  tornam-se equivalentes à associação pura entre períodos rotacionais e luminosidades em raios-X, embora  $L_X/L_{bol}$  vs.  $R_0$

---

$L_X \equiv 4\pi R^2 f_X$ , onde  $f_X$  é o fluxo em raios-X em erg/cm<sup>2</sup>s

apresente espalhamento ligeiramente superior.

Em vista disto, podemos avaliar a robustez de nossas calibrações de idade cromosférica de forma qualitativa utilizando relações simples de escalonamento, agora, utilizando como teste o cenário de evolução rotacional descrito nos últimos parágrafos. Substituindo  $L_X$  da equação 5.32 em 5.31 temos:

$$P_{\text{rot}} \propto t^{\alpha/\beta}. \quad (5.33)$$

Para  $\beta = -2.01 \pm 0.05$  e  $\alpha = -1.61 \pm 0.18$ , temos  $\alpha/\beta = 0.8 \pm 0.1$ . Agora, desconsiderando as informações obtidas a partir das luminosidades em raios-X, comparamos nossas idades diretamente com  $P_{\text{rot}}$  medidos compilados da literatura. Calibramos uma lei de potências entre estas duas grandezas e obtivemos:

$$\log P_{\text{rot}} = -6.9 \pm 1.0 + (0.9 \pm 0.1) \log(t). \quad (5.34)$$

Portanto, da equação 5.34, estimamos diretamente  $\alpha/\beta = 0.9 \pm 0.10$ , o que está em bom acordo qualitativo com o valor obtido anteriormente ancorado nos resultados de Reiners et al. (2014):  $\alpha/\beta = 0.8 \pm 0.1$ .

Esta abordagem é base para futuras calibrações de idade com uma amostra maior que possa cobrir intervalos mais extensos de massas e estágios evolutivos. Neste sentido, já temos uma amostra SARG/TNG estendida com  $\approx 160$  anãs GK já reduzidas, prontas para análise e com interseção com a amostra FGK descrita no capítulo 3. Planejamos em um futuro próximo aliar as calibrações de idade aplicáveis às estrelas FGK obtidas por nosso grupo de trabalho aos resultados aqui apresentados.

## 5.5 Sumário do Capítulo

- Construímos uma grande amostra de anãs M com espectros de alta resolução e cobertura espectral e derivamos um novo

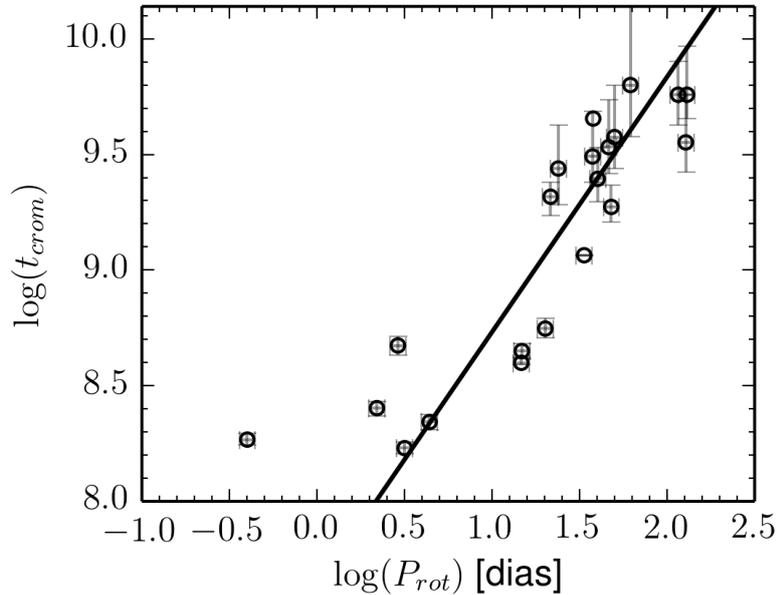


Figura 5.10: A relação idade cromosférica vs. períodos rotacionais medidos.

método estatístico que combina fotometria com informações espectrais capaz de gerar parâmetros atmosféricos com baixas incertezas:  $T_{\text{ef}}$  ( $\sigma = 50$  K) e  $[\text{Fe}/\text{H}]$  ( $\sigma = 0.1$  dex).

- A partir dos parâmetros atmosféricos, calculamos os fluxos cromosféricos das linhas  $\text{H}\alpha$  e do  $\text{Ca II IRT}$  e calibramos pela primeira vez a evolução da atividade cromosférica para as anãs M ao longo de um extenso intervalo de idades (0.1 - 9 Gano).
- Desenvolvemos uma abordagem Bayesiana para o cálculo de idades cromosféricas que fornece distribuições de probabilidade de idade com um alto grau de consistência em comparação com métodos alternativos de datação como a evolução rotacional.
- Calibramos as estimativas de idade cromosférica com períodos rotacionais e as medidas de luminosidade em raios-X. Comparamos nossas previsões com um grupo de estrelas independentes da nossa amostra ao longo de um considerável intervalo de idade entre grupo cinemático do Castor (0.2 Gano) e a estrela de Kapteyn (10 Gano). Nossas previsões estão em acordo com

o cenário observado de decréscimo da atividade coronal, dentro dos erros.

- Confirmamos qualitativamente o quadro de interdependência entre atividade coronal-cromosférica com períodos rotacionais e idade.

## Capítulo 6

---

### Conclusões e Perspectivas

---

O objetivo principal desta tese é fornecer, dentro de um amplo intervalo espectral (ultra-violeta ao infravermelho próximo), ferramentas e novas abordagens para o estudo da atividade cromosférica, bem como a derivação de idades de estrelas de tipos tardios. De modo geral, verificamos que, dentre as diversas leituras aplicadas ao longo dos capítulos, a atividade cromosférica é um fenômeno que pode ser equacionado em função da idade e dos parâmetros evolutivos estelares.

Para chegarmos a esta conclusão, primeiramente, elaboramos um método estatístico automático de derivação de distribuições de probabilidade dos parâmetros evolutivos estelares via diagrama HR a partir de um grupo de variáveis observáveis como  $T_{\text{ef}}$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , paralaxes e  $[\alpha/\text{Fe}]$ . O procedimento também tem a flexibilidade de gerar qualquer combinação de variáveis estruturais no cálculo das distribuições de probabilidade, assim como  $R/R_{TO}$  e a distinção evolutiva entre anãs e subgigantes. Utilizamos como teste uma amostra espectroscópica de Adibekyan et al. (2012) que possui baixas incertezas nos parâmetros atmosféricos e mapeamos a taxa de eficiência da datação isocronal em função da massa estelar. Estrelas mais jovens que o Sol, de  $1 M/M_{\odot}$ , apresentam distribuições de probabilidade de idade alargadas e assimétricas, superando por vezes erros de até 150% em idade. Neste mesmo intervalo de idades, as estrelas de maior massa

( $\geq 1.1 M/M_{\odot}$ ), por sua vez, apresentam incertezas consideravelmente inferiores ( $\approx 25\%$ ). Provavelmente, ao selecionarmos de forma restritiva as idades estelares isocronais mais precisas com objetivo de estudar a atividade cromosférica, estes vieses de massa devem ser fonte significativa de espalhamento na relação idade-atividade.

Utilizamos estas técnicas para o estudo detalhado sobre a evolução da atividade cromosférica das linhas do tripleto do Ca II no infravermelho próximo em função dos parâmetros evolutivos de aproximadamente 250 estrelas FGK, compreendendo um domínio de massas de 70% a 130% da massa solar. A partir de calibrações recentes de fluxos absolutos totais (Lorenzo-Oliveira et al. 2016a) foi possível realizar com alta precisão correções da assinatura fotosférica presente nos fluxos absolutos totais, contabilizando tanto as dependências de  $T_{\text{ef}}$  quanto de  $[\text{Fe}/\text{H}]$  das estrelas. Este procedimento possibilitou a derivação inédita de uma escala de fluxos cromosféricos corrigidos de efeitos residuais de metalicidade ( $\mathcal{F}''$ ), o que facilitou a visualização da dependência direta da massa estelar e idade em  $\mathcal{F}''$ . Em especial, o procedimento de correção fotosférica de segunda ordem (dependente da  $[\text{Fe}/\text{H}]$ ) é baseado em uma amostra reduzida de estrelas pobres em metais ( $[\text{Fe}/\text{H}]$  inferior a solar). Embora a correlação observada entre  $\mathcal{F}''$  e a metalicidade seja clara, é conveniente ter em nossa amostra uma quantidade aproximadamente igual de estrelas pobres em metais em comparação com as de alta metalicidade. Planejamos então futuramente, concentrar esforços neste sentido e povoar o domínio de baixas metalicidade com anãs e subgigantes, estabelecendo correções fotosféricas ainda mais robustas.

Para uma idade fixa, verificamos um viés de massa representado por fluxos cromosféricos das estrelas de maior massa comparativamente inferiores às de  $1.1 M/M_{\odot}$ , ou menos. As estrelas com massas entre  $0.8$  e  $1.1 M/M_{\odot}$  mostram um trajetória evolutiva cromosférica mais suave saturando após a idade solar. No domínio de maiores massas, a saturação da atividade ocorre próximo à idade relativa ao tempo de vida estelar. Para cada domínio de massas, derivamos calibrações de idade atingindo correlações superiores a 90% e erros

de idade cromosférica de  $\approx 0.15$  dex. Testamos nossos resultados com a astrossismologia e obtivemos um excelente acordo com estas medidas de idades com resíduos médios da ordem de 1 Gano. Dadas essas correlações dependentes da massa estelar, reinterpretemos a relação Idade vs.  $\mathcal{F}''$  adicionando uma variável responsável pela idade relativa ao tempo de *turn-off*, resultando em Idade/Idade<sub>TO</sub> vs.  $\mathcal{F}''$ . Esta modificação foi capaz de trazer, naturalmente, as medidas de atividade estelar de diferentes regimes de massa para uma lei de potência linear ( $\mathcal{F}'' \propto (t/t_{\text{TO}})^{-0.4}$ ) de evolução cromosférica. Esta tendência se estende até  $\approx 75\%$  do tempo de vida estelar na sequência principal. Atingimos correlações entre fluxos cromosféricos e idade relativa ao tempo de *turn-off* superiores a 85% com esta abordagem. Ao redor da região relativa ao ponto de desligamento da sequência principal, observamos uma significativa dispersão de fluxos cromosféricos, indicando que, talvez exista um mecanismo físico adicional controlando a evolução da atividade cromosférica nesta etapa evolutiva. Para acessarmos a evolução de  $\mathcal{F}''$  nos últimos estágios da sequência principal, incluiremos em trabalhos futuros a dependência do raio estelar ou termos que representem a combinação entre massas e raios como a *eficiência relativa de frenagem rotacional* (Reiners & Mohanty 2012), por exemplo. Por ora, interpretamos que a relação envolvendo apenas idade e atividade devem ser válidas até idades referentes a 75% do caminho evolutivo estelar até o *turn-off*.

O quadro de evolução cromosférica no ultra-violeta dado pelas linhas do Ca II HK é análogo ao observado pelo Ca II IRT. Observamos uma leve dependência de massa e metalicidade, que está de acordo com diversos trabalhos na literatura (Rocha-Pinto & Maciel 1998a; Lyra & Porto de Mello 2005; Mamajek & Hillenbrand 2008). Assim como no Ca II IRT, a metalicidade é negativamente correlacionadas com o nível de atividade estelar. O cenário normalmente proposto para o sentido destas correlações é de que a massa seja diretamente conectada com a eficiência convectiva. Portanto estrelas menos massivas apresentariam camadas convectivas relativamente maiores e, por conseguinte, elevados níveis de atividade cromosférica.

Como observamos uma anticorrelação com a metalicidade, dadas dependência dos perfis das linhas do Ca ao conteúdo metálico presente nas atmosferas estelares, temos que a maior abundância de metais tornam mais profundos os centros destas linhas espectrais. Esta característica imitaria um grau de inatividade diferente do real. O efeito oposto aconteceria para estrelas pobres em metais.

Com estas correlações em mente, construímos a relação Idade-Massa-Metalicidade-Atividade e comparamos nossos resultados com os níveis de atividade encontrados na literatura para aglomerados abertos e grupos cinemáticos entre 0.005 e 6 Gano. Os nossos modelos foram capazes de prever suas idades dentro de 0.12 dex, valor este dentro dos graus de dispersão devidos unicamente à variabilidade estelar intrínseca a cada aglomerado. Selecionamos uma amostra de 22 estrelas com idades astrossismológicas povoando um amplo domínio de massa, metalicidade, idade e atividade cromosférica e calculamos suas idades cromosféricas a partir de nossas calibrações e as de Mamajek & Hillenbrand (2008). Obtivemos substancialmente um maior grau de correlação ( $\geq +0.87$ ,  $p \leq 10^{-5}$  %) com erros em idade dentro de 0.14 dex (38 %). Mostramos em nossos modelos que é possível reproduzir razoavelmente o mesmo cenário de falta de evolução da atividade além de 2 Gano observado por Pace (2013), ao desconsiderarmos as dependências de massa e metalicidade juntamente com efeitos de seleção da amostra.

Mapeamos o regime de idades além da solar com medidas de atividade inéditas do NGC 188 (6 Gano). Com observações em multi-objetos (GMOS/Gemini), derivamos índices  $\log(R'_{\text{HK}})$  para dezenas de estrelas de tipo solar desse aglomerado e de M 67 (4 Gano). Confirmamos que a tendência de decréscimo da atividade para metalicidade solar persiste além de 4 Gano, estendendo-se até 6 Gano, ao menos. Encontramos  $\log(R'_{\text{HK}}) = -5.03 \pm 0.1$  e  $\log(R'_{\text{HK}}) = -4.83 \pm 0.08$ , respectivamente para NGC 188 e M 67. A diferença entre as distribuições de cada aglomerado estão em níveis de atividade distantes em mais de  $2\sigma$  de cada valor médio. Em comparação com outros aglomerados, temos diferenças de  $\approx 3\sigma$  e  $5\sigma$  para NGC 752 (2 Gano) e Híades

(0.625 Gano), respectivamente. Calculamos individualmente as idades cromosféricas e obtivemos  $4.1 \pm 1.2 \pm 0.1$  (M 67) e  $5.4 \pm 0.8 \pm 0.2$  Gano (NGC 188). Estas medidas de  $\log(R'_{\text{HK}})$  situam o NGC 188 como o aglomerado menos ativo já observado até presente momento, o que confirma, em bases sólidas, que a atividade cromosférica deve evoluir até idades avançadas. Sendo assim, utilizando aglomerados abertos, pela primeira vez, tornou-se possível prolongar a trajetória cromosférica de estrelas FG de metalicidade solar até 6 Gano. É possível que, após esta idade, a relação idade-atividade cromosférica sature. Estimamos que esta saturação ocorra entre  $\log(R'_{\text{HK}}) = -5.0$  e  $-5.1$  para estrelas de massa e metalicidade solares. Em estrelas pobres e ricas em metais, devido às influências crescentes de  $[\text{Fe}/\text{H}]$  no perfil das linhas do Ca II, temos um quadro mais incerto. Para mapearmos as correlações reais entre atividade e metalicidade, planejamos analisar no futuro os aglomerados de mesma idade NGC 2243 e NGC 6253 (3 Gano) que já foram observados. Suas grandes diferenças em metalicidades ( $\Delta[\text{Fe}/\text{H}] \approx 1$  dex) tornam estes dois aglomerados peças essenciais para extensão das calibrações de idades cromosféricas.

Realizamos um esforço observacional para investigar se é possível datar cromosféricamente o domínio de menores massas (anãs M0 a M5,  $\approx 20\text{-}50\%$  da massa solar). Como a consistência da escala de fluxos cromosféricos depende da qualidade dos parâmetros atmosféricos utilizados, conduzimos inicialmente nossa pesquisa para determinação de parâmetros atmosféricos das anãs M. A partir de uma amostra de dezenas de estrelas observadas em alta resolução e cobertura espectrais, derivamos um novo método estatístico que combina fotometria com informações espectrais. Então, com auxílio destas novas ferramentas, geramos parâmetros atmosféricos com baixas incertezas:  $T_{\text{ef}}$  ( $\sigma = 50$  K) e  $[\text{Fe}/\text{H}]$  ( $\sigma = 0.1$  dex). O procedimento de derivação destes parâmetros foi baseado em uma quantidade reduzida de índices espectrais. Planejamos no futuro ampliar a quantidade de índices e avaliaremos nossa abordagem em bases ainda mais sólidas. Em paralelo, planejamos ampliar o intervalo de aplicabilidade desta metodologia para as estrelas FGK de nossa amostra.

Das distribuições de probabilidade de cada parâmetro atmosférico, derivamos para a nossa amostra de anãs M fluxos absolutos cromosféricos para as regiões do óptico ( $H\alpha$ ) e do infravermelho próximo (Ca II IRT) ancorados em modelos teóricos de atmosferas PHOENIX.

Utilizamos uma amostra seleta de 21 anãs M com idades precisas entre 0.07 e 9 Gano incluindo binárias de tipo WD/M, K/M e povoamos o domínio de idades avançadas com a estrela de Barnard ( $\approx 9$  Gano). Foi observada uma forte correlação entre atividade cromosférica e idade ( $\geq 90\%$ ) que motivou a primeira calibração individual de idade cromosférica para as anãs M utilizando os indicadores  $H\alpha$  e Ca II IRT com erros de 0.13 dex e 0.24 dex em idade, respectivamente. Baseados nestas calibrações, elaboramos uma abordagem estatística para derivação de distribuições de idades cromosféricas levando em conta as informações a priori sobre os níveis de emissão estelar em função dos tipos espectrais (West et al. 2008). As distribuições de idades cromosféricas foram correlacionadas com as luminosidades em raios-X, confirmando um cenário de forte acoplamento entre atividade coronal e cromosférica ( $L_X \propto t^{-1.61}$ ). Adicionalmente, confirmamos qualitativamente o quadro de interdependência entre atividade cromosférica e períodos rotacionais.

Temos observações adicionais de anãs M que foram obtidas em 2014B e 2015A com o espectrógrafo de baixa resolução TWIN ( $R = 4000$ ) montado no telescópio de 4m do Observatório de Calar Alto em Almeria, Espanha. Esta amostra inclui anãs M com idades precisas (WD/M),  $T_{\text{ef}}$  interferométricas e uma subamostra de estrelas em comum com a nossa base de dados SARG. Utilizaremos estas observações para ampliar as relações de idade obtidas nesta tese.

Como extensão, temos em nossa base de dados novas 160 anãs GKM (majoritariamente, anãs GK) da base de dados SARG/TNG que encontram-se reduzidas, normalizadas e corrigidas de efeito *Doppler*. Esta amostra é de central importância pois apresenta grande interseção com a base de dados utilizadas no capítulo 3. Assim, padronizaremos as medidas de atividade dos diferentes instrumentos e realizaremos futuras calibrações de idade amplas cobrindo intervalos

extensos de massas e estágios evolutivos (FGKM).

---

## Referências Bibliográficas

---

- Adibekyan, V. Z., Sousa, S. G., Santos, N. C., et al. 2012, *A&A*, 545, A32
- Andretta, V., Busà, I., Gomez, M. T., & Terranegra, L. 2005, *A&A*, 430, 669
- Azevedo, R., Calvet, N., Hartmann, L., et al. 2006, *A&A*, 456, 225
- Baliunas, S. L., Donahue, R. A., Soon, W. H., et al. 1995, *ApJ*, 438, 269
- Baliunas, S. L., Nesme-Ribes, E., Sokoloff, D., & Soon, W. H. 1996, *ApJ*, 460, 848
- Barklem, P. S., Stempels, H. C., Allende Prieto, C., et al. 2002, *A&A*, 385, 951
- Barnes, S. A. & Kim, Y.-C. 2010, *ApJ*, 721, 675
- Barnes, S. A., Weingrill, J., Fritzewski, D., Strassmeier, K. G., & Platais, I. 2016, *ApJ*, 823, 16
- Barry, D. C. 1988, *ApJ*, 334, 436
- Barry, D. C., Cromwell, R. H., & Hege, E. K. 1987, *ApJ*, 315, 264
- Barry, D. C., Hege, K., & Cromwell, R. H. 1984, *ApJ*, 277, L65
- Battaglia, G., Irwin, M., Tolstoy, E., et al. 2008, *MNRAS*, 383, 183

- Bensby, T., Feltzing, S., & Lundström, I. 2003, *A&A*, 410, 527
- Bensby, T., Feltzing, S., & Oey, M. S. 2014, *A&A*, 562, A71
- Boesgaard, A. M. & Tripicco, M. J. 1987, *ApJ*, 313, 389
- Böhm-Vitense, E. 2007, *ApJ*, 657, 486
- Boyajian, T. S., von Braun, K., van Belle, G., et al. 2012, *ApJ*, 757, 112
- Burnett, B. & Binney, J. 2010, *MNRAS*, 407, 339
- Busà, I., Aznar Cuadrado, R., Terranegra, L., Andretta, V., & Gomez, M. T. 2007, *A&A*, 466, 1089
- Casagrande, L., Ramírez, I., Meléndez, J., Bessell, M., & Asplund, M. 2010, *A&A*, 512, A54
- Casagrande, L., Schönrich, R., Asplund, M., et al. 2011, *A&A*, 530, A138
- Catalán, S., Isern, J., García-Berro, E., et al. 2008a, *A&A*, 477, 213
- Catalán, S., Ribas, I., Isern, J., & García-Berro, E. 2008b, *A&A*, 477, 901
- Chanamé, J. & Gould, A. 2004, *ApJ*, 601, 289
- Chanamé, J. & Ramírez, I. 2012, *ApJ*, 746, 102
- Chmielewski, Y. 2000, *A&A*, 353, 666
- Claire, M. W., Sheets, J., Cohen, M., et al. 2012, *ApJ*, 757, 95
- Covey, K. R., Hawley, S. L., Bochanski, J. J., et al. 2008, *AJ*, 136, 1778
- Cowling, T. G. 1934, *MNRAS*, 94, 768
- Curtis, J. L., Wolfgang, A., Wright, J. T., Brewer, J. M., & Johnson, J. A. 2013, *AJ*, 145, 134

- da Silva, L. & Porto de Mello, G. F. 2000, in IAU Symposium, Vol. 198, The Light Elements and their Evolution, ed. L. da Silva, R. de Medeiros, & M. Spite, 495
- del Peloso, E. F., da Silva, L., & Porto de Mello, G. F. 2005a, *A&A*, 434, 275
- del Peloso, E. F., da Silva, L., Porto de Mello, G. F., & Arany-Prado, L. I. 2005b, *A&A*, 440, 1153
- Delfosse, X., Forveille, T., Perrier, C., & Mayor, M. 1998, *A&A*, 331, 581
- Dempsey, R. C., Bopp, B. W., Henry, G. W., & Hall, D. S. 1993, *ApJS*, 86, 293
- Dikpati, M. 2005, *Advances in Space Research*, 35, 322
- Dikpati, M. & Gilman, P. A. 2001, *ApJ*, 551, 536
- do Nascimento, J.-D., da Costa, J. S., & Castro, M. 2012, *A&A*, 548, L1
- do Nascimento, Jr., J. D., Canto Martins, B. L., Melo, C. H. F., Porto de Mello, G., & De Medeiros, J. R. 2003, *A&A*, 405, 723
- do Nascimento, Jr., J.-D., García, R. A., Mathur, S., et al. 2014, *ApJ*, 790, L23
- Dominguez, I., Chieffi, A., Limongi, M., & Straniero, O. 1999, *ApJ*, 524, 226
- Dressing, C. D. & Charbonneau, D. 2015, *ApJ*, 807, 45
- Duncan, D. K., Vaughan, A. H., Wilson, O. C., et al. 1991, *ApJS*, 76, 383
- Durney, B. R. & Latour, J. 1978, *Geophysical and Astrophysical Fluid Dynamics*, 9, 241

- Edvardsson, B. 2008, *Physica Scripta Volume T*, 133, 014011
- Edvardsson, B., Andersen, J., Gustafsson, B., et al. 1993, *A&A*, 275, 101
- Engle, S. G. & Guinan, E. F. 2011, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 451, 9th Pacific Rim Conference on Stellar Astrophysics, ed. S. Qain, K. Leung, L. Zhu, & S. Kwok, 285
- Epstein, C. R. & Pinsonneault, M. H. 2014, *ApJ*, 780, 159
- Feigelson, E. D. & Nelson, P. I. 1985, *ApJ*, 293, 192
- Ferraz-Mello, S. 2015, *Celestial Mechanics and Dynamical Astronomy*, 122, 359
- Ferriz-Mas, A. & Schüssler, M. 1995, *Geophysical and Astrophysical Fluid Dynamics*, 81, 233
- Flower, P. J. 1996, *ApJ*, 469, 355
- Foing, B. H., Crivellari, L., Vladilo, G., Rebolo, R., & Beckman, J. E. 1989, *A&AS*, 80, 189
- Fuhrmann, K., Axer, M., & Gehren, T. 1993, *A&A*, 271, 451
- Gallet, F. & Bouvier, J. 2013, *A&A*, 556, A36
- Garcés, A., Catalán, S., & Ribas, I. 2011, *A&A*, 531, A7
- Gastine, T., Morin, J., Duarte, L., et al. 2013, *A&A*, 549, L5
- Geller, A. M., Latham, D. W., & Mathieu, R. D. 2015, *AJ*, 150, 97
- Geller, A. M., Mathieu, R. D., Harris, H. C., & McClure, R. D. 2008, *AJ*, 135, 2264
- Ghezzi, L., Dutra-Ferreira, L., Lorenzo-Oliveira, D., et al. 2014a, *AJ*, 148, 105

- Ghezzi, L., Dutra-Ferreira, L., Lorenzo-Oliveira, D., et al. 2014b, *AJ*, 148, 105
- Giampapa, M. S., Hall, J. C., Radick, R. R., & Baliunas, S. L. 2006, *ApJ*, 651, 444
- Gilmore, G., Randich, S., Asplund, M., et al. 2012, *The Messenger*, 147, 25
- Gomes da Silva, J., Santos, N. C., Bonfils, X., et al. 2011, *A&A*, 534, A30
- Gould, A. & Chanamé, J. 2004, *ApJS*, 150, 455
- Gray, R. O., Corbally, C. J., Garrison, R. F., et al. 2006, *AJ*, 132, 161
- Guinan, E. F., Engle, S. G., & Durbin, A. 2016, *ApJ*, 821, 81
- Gustafsson, B., Edvardsson, B., Eriksson, K., et al. 2008, *A&A*, 486, 951
- Hale, G. E. 1908, *ApJ*, 28, 315
- Hall, J. C. 1996, *PASP*, 108, 313
- Hall, J. C. & Lockwood, G. W. 1995, *ApJ*, 438, 404
- Hänninen, J. & Flynn, C. 2002, *MNRAS*, 337, 731
- Hartmann, L., Soderblom, D. R., Noyes, R. W., Burnham, N., & Vaughan, A. H. 1984, *ApJ*, 276, 254
- Henry, T. J., Ianna, P. A., Kirkpatrick, J. D., & Jahreiss, H. 1997, *AJ*, 114
- Henry, T. J., Soderblom, D. R., Donahue, R. A., & Baliunas, S. L. 1996, *AJ*, 111, 439
- Husser, T.-O., Wende-von Berg, S., Dreizler, S., et al. 2013, *A&A*, 553, A6

- Jenkins, J. S., Ramsey, L. W., Jones, H. R. A., et al. 2009, *ApJ*, 704, 975
- Johnson, H. L. 1966, *ARA&A*, 4, 193
- Jørgensen, B. R. & Lindegren, L. 2005, *A&A*, 436, 127
- Kass, R. E. & Raftery, A. E. 1995, *Bayes Factors*
- Kawaler, S. D. 1988, *ApJ*, 333, 236
- Kervella, P., Mérand, A., Pichon, B., et al. 2008, *A&A*, 488, 667
- Kim, Y.-C., Demarque, P., Yi, S. K., & Alexander, D. R. 2002, *ApJS*, 143, 499
- Krishnamurthi, A., Terndrup, D. M., Pinsonneault, M. H., et al. 1998, *ApJ*, 493, 914
- Kurucz, R. L., Furenlid, I., Brault, J., & Testerman, L. 1984, The solar flux atlas from 296 nm to 1300 nm (National Solar Observatory)
- Lachaume, R., Dominik, C., Lanz, T., & Habing, H. J. 1999, *A&A*, 348, 897
- Lépine, S., Hilton, E. J., Mann, A. W., et al. 2013, *AJ*, 145, 102
- Li, T. D., Bi, S. L., Liu, K., Tian, Z. J., & Shuai, G. Z. 2012, *A&A*, 546, A83
- Linsky, J. L., Hunten, D. M., Sowell, R., Glackin, D. L., & Kelch, W. L. 1979a, *ApJS*, 41, 481
- Linsky, J. L., McClintock, W., Robertson, R. M., & Worden, S. P. 1979b, *ApJS*, 41, 47
- Lo Curto, G., Mayor, M., Benz, W., et al. 2010, *A&A*, 512, A48
- Lorenzo-Oliveira, D. 2011, *Dissertação de Mestrado*

- Lorenzo-Oliveira, D., Porto de Mello, G. F., Dutra-Ferreira, L., & Ribas, I. 2016a, ArXiv e-prints, 2016arXiv160802288L
- Lorenzo-Oliveira, D., Porto de Mello, G. F., & Schiavon, R. P. 2016b, ArXiv e-prints, 2016arXiv160907767L
- Lugmair, G. W. & Shukolyukov, A. 1998, *Geochim. Cosmochim. Acta*, 62, 2863
- Lyra, W. & Porto de Mello, G. F. 2005, *A&A*, 431, 329
- Maldonado, J., Affer, L., Micela, G., et al. 2015, *A&A*, 577, A132
- Malo, L., Doyon, R., Feiden, G. A., et al. 2014, *ApJ*, 792, 37
- Mamajek, E. E. & Hillenbrand, L. A. 2008, *ApJ*, 687, 1264
- Mann, A. W., Feiden, G. A., Gaidos, E., Boyajian, T., & von Braun, K. 2015, *ApJ*, 804, 64
- Marcy, G. W. & Chen, G. H. 1992, *ApJ*, 390, 550
- Mayor, M., Pepe, F., Queloz, D., et al. 2003, *The Messenger*, 114, 20
- McWilliam, A. 1990, *ApJS*, 74, 1075
- McWilliam, A. 1997, *ARA&A*, 35, 503
- Meibom, S., Barnes, S. A., Latham, D. W., et al. 2011, *ApJ*, 733, L9
- Meibom, S., Barnes, S. A., Platais, I., et al. 2015, *Nature*, 517, 589
- Middelkoop, F. 1982, *A&A*, 107, 31
- Mishenina, T. V., Pignatari, M., Korotin, S. A., et al. 2013, *A&A*, 552, A128
- Mishenina, T. V., Soubiran, C., Kovtyukh, V. V., Katsova, M. M., & Livshits, M. A. 2012, *A&A*, 547, A106
- Mishenina, T. V., Soubiran, C., Kovtyukh, V. V., & Korotin, S. A. 2004, *A&A*, 418, 551

- Montes, D., Fernández-Figueroa, M. J., De Castro, E., et al. 2000, *A&AS*, 146, 103
- Morales, J. C., Ribas, I., & Jordi, C. 2008, *A&A*, 478, 507
- Mortier, A., Santos, N. C., Sousa, S., et al. 2013, *A&A*, 551, A112
- Muirhead, P. S., Mann, A. W., Vanderburg, A., et al. 2015, *ApJ*, 801, 18
- Nakajima, T. & Morino, J.-I. 2012, *AJ*, 143, 2
- Narain, U. & Ulmschneider, P. 1990, *Space Sci. Rev.*, 54, 377
- Netopil, M., Paunzen, E., Heiter, U., & Soubiran, C. 2016, *A&A*, 585, A150
- Neves, V., Bonfils, X., Santos, N. C., et al. 2012, *A&A*, 538, A25
- Neves, V., Bonfils, X., Santos, N. C., et al. 2014, *A&A*, 568, A121
- Noyes, R. W., Hartmann, L. W., Baliunas, S. L., Duncan, D. K., & Vaughan, A. H. 1984, *ApJ*, 279, 763
- Olsen, E. H. 1983, *A&AS*, 54, 55
- Olsen, E. H. 1993, *A&AS*, 102, 89
- Olsen, E. H. 1994, *A&AS*, 104, 429
- Pace, G. 2013, *A&A*, 551, L8
- Pace, G., Melendez, J., Pasquini, L., et al. 2009, *A&A*, 499, L9
- Pace, G. & Pasquini, L. 2004, *A&A*, 426, 1021
- Passegger, V. M., Wende-von Berg, S., & Reiners, A. 2016, *A&A*, 587, A19
- Paulson, D. B., Sneden, C., & Cochran, W. D. 2003, *AJ*, 125, 3185

- Perryman, M. A. C., Brown, A. G. A., Lebreton, Y., et al. 1998, *A&A*, 331, 81
- Perryman, M. A. C., de Boer, K. S., Gilmore, G., et al. 2001, *A&A*, 369, 339
- Petit, P., Dintrans, B., Solanki, S. K., et al. 2008, *MNRAS*, 388, 80
- Pinsonneault, M. H., DePoy, D. L., & Coffee, M. 2001, *ApJ*, 556, L59
- Pizzolato, N., Maggio, A., Micela, G., Sciortino, S., & Ventura, P. 2003, *A&A*, 397, 147
- Pont, F. & Eyer, L. 2004, *MNRAS*, 351, 487
- Porto de Mello, G. F. & da Silva, L. 1997, *ApJ*, 482, L89
- Porto de Mello, G. F., da Silva, R., da Silva, L., & de Nader, R. V. 2014, *A&A*, 563, A52
- Ramírez, I., Allende Prieto, C., & Lambert, D. L. 2013, *ApJ*, 764, 78
- Ramírez, I., Fish, J. R., Lambert, D. L., & Allende Prieto, C. 2012, *ApJ*, 756, 46
- Ramírez, I., Meléndez, J., Bean, J., et al. 2014, *A&A*, 572, A48
- Raskin, G., van Winckel, H., Hensberge, H., et al. 2011, *A&A*, 526, A69
- Reiners, A. & Mohanty, S. 2012, *ApJ*, 746, 43
- Reiners, A., Schüssler, M., & Passegger, V. M. 2014, *ApJ*, 794, 144
- Ribas, I., Guinan, E. F., Güdel, M., & Audard, M. 2005, *ApJ*, 622, 680
- Ribas, I., Porto de Mello, G. F., Ferreira, L. D., et al. 2010, *ApJ*, 714, 384
- Rocha-Pinto, H. J. & Maciel, W. J. 1998a, *MNRAS*, 298, 332

- Rocha-Pinto, H. J. & Maciel, W. J. 1998b, *MNRAS*, 298, 332
- Rutten, R. G. M. 1984, *A&A*, 130, 353
- Rutten, R. G. M. & Schrijver, C. J. 1987, *A&A*, 177, 155
- Saar, S. H. & Brandenburg, A. 1999, *ApJ*, 524, 295
- Salaris, M., García-Berro, E., Hernanz, M., Isern, J., & Saumon, D. 2000, *ApJ*, 544, 1036
- Salpeter, E. E. 1955, *ApJ*, 121, 161
- Sandage, A. & Eggen, O. J. 1969, *ApJ*, 158, 685
- Santos, N. C., Israelian, G., & Mayor, M. 2004, *A&A*, 415, 1153
- Santos, N. C., Israelian, G., Mayor, M., et al. 2005, *A&A*, 437, 1127
- Schiavon, R. P., Barbuy, B., Rossi, S. C. F., Milone, & A. 1997, *ApJ*, 479, 902
- Schilbach, E., Robichon, N., Souchay, J., & Guibert, J. 1995, *A&A*, 299, 696
- Shkolnik, E. L., Anglada-Escudé, G., Liu, M. C., et al. 2012, *ApJ*, 758, 56
- Silvestri, N. M., Hawley, S. L., & Oswalt, T. D. 2005, *AJ*, 129, 2428
- Simon, M., Bender, C., & Prato, L. 2006, *ApJ*, 644, 1183
- Skumanich, A. 1972, *ApJ*, 171, 565
- Smith, G. & Drake, J. J. 1987, *A&A*, 181, 103
- Soderblom, D. R. 2010, *ARA&A*, 48, 581
- Soderblom, D. R., Duncan, D. K., & Johnson, D. R. H. 1991, *ApJ*, 375, 722

- Sousa, S. G., Santos, N. C., Israelian, G., Mayor, M., & Monteiro, M. J. P. F. G. 2006, *A&A*, 458, 873
- Sousa, S. G., Santos, N. C., Israelian, G., Mayor, M., & Udry, S. 2011, *A&A*, 533, A141
- Starkenburg, E., Hill, V., Tolstoy, E., et al. 2010, *A&A*, 513, A34
- Stelzer, B., Marino, A., Micela, G., López-Santiago, J., & Liefke, C. 2013, *MNRAS*, 431, 2063
- Tabernerero, H. M., Montes, D., Gonzalez Hernandez, J. I., & Ammler-von Eiff, M. 2014, ArXiv e-prints
- Takeda, G., Ford, E. B., Sills, A., et al. 2007, *ApJS*, 168, 297
- Takeda, Y., Ohkubo, M., Sato, B., Kambe, E., & Sadakane, K. 2005, *PASJ*, 57, 27
- Terrien, R. C., Mahadevan, S., Bender, C. F., Deshpande, R., & Robertson, P. 2015, *ApJ*, 802, L10
- Žerjal, M., Zwitter, T., Matijević, G., et al. 2013, *ApJ*, 776, 127
- Valenti, J. A. & Fischer, D. A. 2005, *ApJS*, 159, 141
- van Leeuwen, F. 2007, *A&A*, 474, 653
- van Saders, J. L. & Pinsonneault, M. H. 2012, *ApJ*, 746, 16
- van Saders, J. L. & Pinsonneault, M. H. 2013, *ApJ*, 776, 67
- Vaughan, A. H. & Preston, G. W. 1980, *PASP*, 92, 385
- Vaughan, A. H., Preston, G. W., & Wilson, O. C. 1978, *PASP*, 90, 267
- Vieytes, M. & Mauas, P. J. D. 2004, *Ap&SS*, 290, 311
- Voges, W., Aschenbach, B., Boller, T., et al. 1999, *A&A*, 349, 389

- Wallace, L., Hinkle, K. H., Livingston, W. C., & Davis, S. P. 2011, *ApJS*, 195, 6
- West, A. A., Hawley, S. L., Bochanski, J. J., et al. 2008, *AJ*, 135, 785
- West, A. A., Weisenburger, K. L., Irwin, J., et al. 2015, *ApJ*, 812, 3
- White, O. R. & Livingston, W. C. 1981, *ApJ*, 249, 798
- Wilson, O. C. 1968, *ApJ*, 153, 221
- Yadav, R. K. S., Bedin, L. R., Piotto, G., et al. 2008, *A&A*, 484, 609
- Yi, S. K., Kim, Y.-C., & Demarque, P. 2003, *ApJS*, 144, 259
- Zuckerman, B., Rhee, J. H., Song, I., & Bessell, M. S. 2011, *ApJ*, 732, 61

# Appendices

## Apêndice A

---

### Apêndice: Tripleto Infravermelho do Ca II

---

#### A.0.1 Parâmetros Atmosféricos

Tabela A.1: Parâmetros atmosféricos utilizados no capítulo 3. A primeira coluna é a identificação estelar, seguida pelas colunas  $T_{\text{ef}}$  da literatura,  $[\text{Fe}/\text{H}]$  da literatura e correção de  $[\text{Fe}/\text{H}]$  seguindo a equação 3.1, referência adotada da literatura, média das  $T_{\text{ef}}$  fotométricas segundo Porto de Mello et al. (2014),  $T_{\text{ef}}(\text{H}\alpha)$ , média entre as estimativas de  $\text{H}\alpha$  e as fotométricas e os erros associados.

HD	$T_{\text{ef}}^{\text{lit}}$	$[\text{Fe}/\text{H}]^{\text{lit}}$	$[\text{Fe}/\text{H}]^{\text{cor}}$	Referência	$T_{\text{ef}}(\text{fot})$	$T_{\text{ef}}(\text{H}\alpha)$	$T_{\text{ef}}^{\text{adotada}}$	$\sigma(T_{\text{ef}})$
105	6126	0.08	0.089	Valenti & Fischer (2005)	6013.3	—	6013.3	80
1461	5724	0.17	0.22	Ramírez et al. (2012)	5803	5788.6	5795.8	50
1466	—	0.1	0.1	Tuc-Hor	6178.1	—	6178.1	80
1581	5922	-0.21	-0.21	Ramírez et al. (2012)	5929	6000.4	5964.7	50
1835	5817	0.21	0.23	Ramírez et al. (2012)	5846	5837.5	5841.8	50
2151	5816	-0.12	-0.09	Ramírez et al. (2012)	5863	5935.3	5899.1	50
3795	5385	-0.61	-0.54	Ramírez et al. (2013)	5506	5431	5468.5	50
3823	5981	-0.35	-0.46	Ramírez et al. (2012)	5802	5968	5885	50
4307	5785	-0.25	-0.29	Ramírez et al. (2012)	5723	5854.6	5788.8	50
4308	5720	-0.29	-0.3	Porto de Mello et al. (2014)	5695	5713.5	5704.3	50
4391	5878	-0.03	-0.06	Santos et al. (2004)	5829	5839.4	5834.2	50
5349	5092	0.43	0.443	Adibekyan et al. (2012)	4963.5	—	4963.5	80
7570	6087	0.15	0.17	Ramírez et al. (2012)	6122	6087.6	6104.8	50
8291	5810	0.03	0.06	Porto de Mello et al. (2014)	5860	5820.5	5840.2	50
9562	5827	0.19	0.29	Ramírez et al. (2012)	5986	5935.6	5960.8	50
10647	6133	-0.06	-0.1	Ramírez et al. (2012)	6074	6094.3	6084.1	50
10700	5330	-0.54	-0.49	Ramírez et al. (2012)	5409	5467.3	5438.1	50
11131	5817	-0.09	-0.06	Ramírez et al. (2012)	5873	5821.7	5847.4	50
11505	5758	-0.22	-0.217	Valenti & Fischer (2005)	5790.4	—	5790.4	80
11964	5332	0.08	0.05	Adibekyan et al. (2012)	5290	5251.6	5270.8	50
12264	5810	0.06	0.06	Porto de Mello et al. (2014)	5810	5805.3	5807.7	50
13612	6180	-0.09	-0.23	Ramírez et al. (2012)	5955	6025.1	5990	50
14214	6062	0.17	0.07	Takeda et al. (2005)	5902	6040.3	5971.1	50
14802	5840	-0.08	-0.04	Ramírez et al. (2012)	5915	5929.8	5922.4	50
15942	5891	0.39	0.39	Ghezzi (2005)	5890	5860.7	5875.3	50
16160	4914	-0.15	-0.09	Ramírez et al. (2012)	5015	4891.1	4953	90
16417	5784	0.09	0.09	Ramírez et al. (2012)	5785	5811.4	5798.2	50
17051	6208	0.16	0.11	Ramírez et al. (2012)	6131	6108.6	6119.8	50
18907	5065	-0.62	-0.64	Ramírez et al. (2013)	5028	5072.9	5050.4	50
19423	5752	-0.09	-0.083	Adibekyan et al. (2012)	5827.1	—	5827.1	80
19467	5715	-0.15	-0.146	Valenti & Fischer (2005)	5756.2	—	5756.2	80

Tabela A.1 continuação

HD	$T_{\text{ef}}^{\text{lit}}$	$[\text{Fe}/\text{H}]^{\text{lit}}$	$[\text{Fe}/\text{H}]^{\text{cor}}$	Referência	$T_{\text{ef}}(\text{fot})$	$T_{\text{ef}}(\text{H}\alpha)$	$T_{\text{ef}}^{\text{radotada}}$	$\sigma(T_{\text{ef}})$
19994	6122	0.16	0.18	Ramírez et al. (2012)	6157	6122.7	6139.9	50
20010	6182	-0.26	-0.23	Ramírez et al. (2012)	6225	6151	6188	50
20630	5780	0.07	0.08	Porto de Mello et al. (2014)	5800	5763.4	5781.7	50
20766	5710	-0.24	-0.25	Ramírez et al. (2012)	5701	5770.4	5735.7	50
20807	5852	-0.25	-0.32	Ramírez et al. (2012)	5739	5887.8	5813.4	50
21019	5529	-0.36	-0.363	Valenti & Fischer (2005)	5502.7	—	5502.7	80
22049	5060	-0.09	-0.01	Ramírez et al. (2012)	5187	5137.5	5162.3	50
22484	6001	-0.09	-0.04	Ramírez et al. (2012)	6076	6063.6	6069.8	50
22879	5891	-0.82	-0.77	Ramírez et al. (2012)	5976	5939.2	5957.6	50
22918	4939	0.04	0.049	Valenti & Fischer (2005)	4819.2	—	4819.2	80
23158	—	0	0	Schillbach et al. (1995)	6319.1	—	6319.1	80
23195	—	0	0	Schillbach et al. (1995)	6228.3	—	6228.3	80
23249	5012	0.09	0.24	Ramírez et al. (2013)	5268	5036.5	5152.3	50
23269	—	0	0	Schillbach et al. (1995)	6208.7	—	6208.7	80
23713	—	0	0	Schillbach et al. (1995)	6139.5	—	6139.5	80
24616	5010	-0.73	-0.71	Ramírez et al. (2013)	5036	4984.8	5010.4	50
25457	6245	-0.09	-0.37	Ramírez et al. (2012)	5774	6123.6	5948.8	50
25535	5893	-0.05	-0.054	Chanamé & Ramirez (2012)	5844	—	5844	80
26913	5656	-0.04	0.1	Mishenina et al. (2012)	5883	5748.4	5815.7	50
26923	5920	-0.03	-0.02	Mishenina et al. (2013)	5938	6010.5	5974.2	50
26965	5151	-0.28	-0.27	Valenti & Fischer (2005)	5248.1	—	5248.1	80
27406	—	0.13	0.13	Netopil et al. (2016)	6113.1	—	6113.1	80
27685	5783	0.1	0.09	Ramírez et al. (2012)	5759	5739.6	5749.3	50
27836	—	0.13	0.13	Netopil et al. (2016)	5936.6	—	5936.6	80
27859	6050	0.14	0	Paulson et al. (2003)	5810	5978.5	5894.2	50
28068	5843	0.1	0.098	Ramírez et al. (2012)	5821.1	—	5821.1	80
28099	5809	0.13	0.13	Ramírez et al. (2012)	5812	5783.9	5798	50
28344	6000	0.18	0.08	Paulson et al. (2003)	5835	5964.9	5900	50
28471	5718	-0.07	-0.06	Ramírez et al. (2012)	5740	5799.4	5769.7	50
28992	5900	0.12	0.12	Paulson et al. (2003)	5903	5906.9	5905	50
29263	5780	0.03	0.039	Adibekyan et al. (2012)	5794.2	—	5794.2	80
30495	5812	-0.01	-0.02	Ramírez et al. (2012)	5800	5858.3	5829.2	50
30562	5878	0.2	0.1	Ramírez et al. (2012)	5718	5901.8	5809.9	50
32147	4765	0.29	0.2	Ramírez et al. (2012)	4612	4653	4632.5	90
32724	5818	-0.17	-0.166	Adibekyan et al. (2012)	5860.3	—	5860.3	80

Tabela A.1 continuação

HD	$T_{\text{ef}}^{\text{lit}}$	$[\text{Fe}/\text{H}]^{\text{lit}}$	$[\text{Fe}/\text{H}]^{\text{cor}}$	Referência	$T_{\text{ef}}$ (fot)	$T_{\text{ef}}$ ( $H\alpha$ )	$T_{\text{ef}}^{\text{radotada}}$	$\sigma$ ( $T_{\text{ef}}$ )
33021	5804	-0.14	-0.13	Valenti & Fischer (2005)	5823	5848.7	5835.8	50
34721	5960	-0.1	-0.12	da Silva & Porto de Mello (2000)	5931	6041.2	5986.1	50
35722	5929	-0.19	-0.195	Boesgaard & Tripicco (1987)	6142.3	—	6142.3	80
35736	6462	-0.04	-0.038	Boesgaard & Tripicco (1987)	6491.3	—	6491.3	80
36553	6020	0.27	0.24	da Silva & Porto de Mello (2000)	5966	5979.8	5972.9	50
38393	6354	-0.08	-0.082	Ramirez et al. (2012)	6330.8	—	6330.8	80
38529	5697	0.45	0.456	Valenti & Fischer (2005)	5584.1	—	5584.1	80
39587	5961	-0.05	-0.05	Ramirez et al. (2012)	5966	5976.9	5971.4	50
41593	5312	-0.04	0.01	Mishenina et al. (2013)	5395	5287.4	5341.2	50
43587	5892	-0.04	-0.06	Valenti & Fischer (2005)	5859	5926.2	5892.6	50
43834	5569	0.11	0.14	Ramirez et al. (2012)	5614	5626.6	5620.3	50
43947	5942	-0.31	-0.32	Ramirez et al. (2012)	5925	5974	5949.5	50
52265	6076	0.19	0.193	Valenti & Fischer (2005)	6116.3	—	6116.3	80
52298	6305	-0.31	-0.33	del Peloso et al. (2005a)	6266	6285.3	6275.7	50
53705	5798	-0.21	-0.2	Ramirez et al. (2012)	5821	5836.8	5828.9	50
53706	5245	-0.28	-0.272	Valenti & Fischer (2005)	5334.2	—	5334.2	80
59984	5983	-0.69	-0.76	Ramirez et al. (2012)	5866	5973.2	5919.6	50
63077	5760	-0.86	-0.86	Ramirez et al. (2012)	5761	5775.3	5768.1	50
65907	5996	-0.31	-0.39	Ramirez et al. (2012)	5858	5953.8	5905.9	50
69830	5428	-0.03	-0.08	Ramirez et al. (2012)	5345	5445.2	5395.1	50
69897	6294	-0.23	-0.231	Valenti & Fischer (2005)	6291.8	—	6291.8	80
71334	5770	-0.06	-0.13	Porto de Mello et al. (2014)	5650	5741.1	5695.5	50
71479	5953	0.21	0.207	Valenti & Fischer (2005)	5917.2	—	5917.2	80
73350	5830	0.14	0.12	Porto de Mello et al. (2014)	5790	5821.6	5805.8	50
75289	6095	0.22	0.224	Valenti & Fischer (2005)	6100.9	—	6100.9	80
76151	5756	0.09	0.11	Ramirez et al. (2012)	5797	5798.5	5797.8	50
76932	5958	-0.87	-0.83	Ramirez et al. (2012)	6025	5975.3	6000.1	50
84117	6150	-0.14	-0.12	Ramirez et al. (2012)	6188	6131.6	6159.8	50
88084	5743	-0.11	-0.06	Ramirez et al. (2012)	5820	5801.9	5811	50
88218	5878	-0.14	-0.18	Adibekyan et al. (2012)	5806	5843.4	5824.7	50
94340	5870	0.14	0.12	Porto de Mello et al. (2014)	5840	5868.2	5854.1	50
98649	5770	-0.02	-0.01	Porto de Mello et al. (2014)	5780	5773.9	5777	50
102365	5646	-0.3	-0.3	Ramirez et al. (2012)	5644	5671.1	5657.6	50
102870	6161	0.18	0.182	Valenti & Fischer (2005)	6163.9	—	6163.9	80
103026	6266	-0.04	-0.24	Ramirez et al. (2012)	5934	6057.2	5995.6	50

Tabela A.1 continuação

HD	$T_{\text{ef}}^{\text{lit}}$	$[\text{Fe}/\text{H}]^{\text{lit}}$	$[\text{Fe}/\text{H}]^{\text{cor}}$	Referência	$T_{\text{ef}}(\text{fot})$	$T_{\text{ef}}(\text{H}\alpha)$	$T_{\text{ef}}^{\text{radotada}}$	$\sigma(T_{\text{ef}})$
103742	5900	0.02	0.029	–	5797.5	–	5797.5	80
105901	5840	-0.01	0	Porto de Mello et al. (2014)	5830.4	5830.4	5840.2	50
107705	6130	0.13	0.132	Valenti & Fischer (2005)	6134.2	–	6134.2	80
108309	5731	0.11	0.09	Ramírez et al. (2012)	5697	5739.7	5718.3	50
111199	6231	-0.11	-0.27	Ramírez et al. (2012)	5963	6074.5	6018.8	50
111398	5714	0.08	0.1	Valenti & Fischer (2005)	5739	5781.9	5760.5	50
112164	6031	0.32	0.27	da Silva & Porto de Mello (2000)	5954	5935.9	5944.9	50
114613	5702	0.17	0.19	Ramírez et al. (2012)	5732	5689.1	5710.5	50
115382	5780	-0.08	-0.07	Porto de Mello et al. (2014)	5790	5780.6	5785.3	50
115383	6046	0.12	0.06	Ramírez et al. (2012)	5952	6024.6	5988.3	50
115617	5566	-0.01	-0.01	Ramírez et al. (2012)	5562	5634.8	5598.4	50
116442	5182	-0.4	-0.41	Valenti & Fischer (2005)	5294.8	–	5294.8	80
116443	5038	-0.38	-0.38	Valenti & Fischer (2005)	5038.6	–	5038.6	80
117176	5522	-0.1	-0.12	Ramírez et al. (2012)	5493	5542.2	5517.6	50
117939	5730	-0.1	-0.06	Porto de Mello et al. (2014)	5800	5721.5	5760.7	50
118598	5800	0.02	-0.02	Porto de Mello et al. (2014)	5730	5786.1	5758	50
119550	5830	0.02	-0.01	Porto de Mello et al. (2014)	5780	5867.3	5823.6	50
120066	5866	0.04	0.03	Ramírez et al. (2012)	5848	5869.7	5858.9	50
121384	5276	-0.44	-0.44	Valenti & Fischer (2005)	5279	5245	5262	50
122862	5953	-0.14	-0.16	Ramírez et al. (2012)	5926	5976.2	5951.1	50
124570	6109	0.07	0.05	Takeda et al. (2005)	6070	6155.4	6112.7	50
124850	6203	-0.28	-0.35	Ramírez et al. (2012)	6081	6164.8	6122.9	50
125184	5680	0.27	0.19	Adibekyan et al. (2012)	5546	5596.3	5571.1	50
128620	5847	0.24	0.22	Porto de Mello et al. (2014)	5813	5669.2	5741.1	50
128621	5316	0.25	0.15	Porto de Mello et al. (2014)	5155	5095.1	5125	50
131117	6097	0.15	0.06	Ramírez et al. (2012)	5946	5958.8	5952.4	50
131923	5660	0.13	0.15	Ramírez et al. (2012)	5692	5668.7	5680.3	50
131977	4666	0.05	0.02	Ramírez et al. (2012)	4620	4582.6	4601.3	90
134330	5658	0.13	0.128	Valenti & Fischer (2005)	5655.2	–	5655.2	80
134331	5943	0.08	0.076	Valenti & Fischer (2005)	5935.7	–	5935.7	80
135101	5705	0.08	0.078	Valenti & Fischer (2005)	5702.3	–	5702.3	80
136202	6160	-0.13	-0.18	Ramírez et al. (2012)	6083	6124	6103.5	50
136352	5520	-0.38	-0.31	Ramírez et al. (2012)	5631	5742	5686.5	50
137763	5253	0.28	0.271	Valenti & Fischer (2005)	5425.2	–	5425.2	80
137778	5185	0.28	0.271	Valenti & Fischer (2005)	5170.5	–	5170.5	80

Tabela A.1 continuação

HD	$T_{\text{ef}}^{\text{lit}}$	$[\text{Fe}/\text{H}]^{\text{lit}}$	$[\text{Fe}/\text{H}]^{\text{cor}}$	Referência	$T_{\text{ef}}(\text{fot})$	$T_{\text{ef}}(\text{H}\alpha)$	$T_{\text{ef}}^{\text{radotada}}$	$\sigma(T_{\text{ef}})$
138573	5760	0	-0.01	Porto de Mello et al. (2014)	5740	5768	5754	50
140538	5662	0.01	0.01	Ramírez et al. (2012)	5659	5708.6	5683.8	50
140690	5780	0.06	0.07	Porto de Mello et al. (2014)	5790	5781.3	5785.6	50
140901	5627	0.1	0.097	Valenti & Fischer (2005)	5621.5	—	5621.5	80
141004	5867	-0.03	-0.03	Ramírez et al. (2012)	5869	5947.4	5908.2	50
142072	5790	0.2	0.2	Porto de Mello et al. (2014)	5790	5786.8	5788.4	50
142860	6292	-0.21	-0.204	Ramírez et al. (2012)	6301.6	—	6301.6	80
143761	5816	-0.25	-0.27	Ramírez et al. (2012)	5775	5843.4	5809.2	50
144087	5492	0.04	0.046	Mortier et al. (2013)	5549	—	5549	80
144088	5225	0.02	0.017	Mortier et al. (2013)	5200.7	—	5200.7	80
145809	5780	-0.24	-0.238	Valenti & Fischer (2005)	5806.1	—	5806.1	80
146233	5817	0.05	0.04	Porto de Mello et al. (2014)	5800	5817	5808.5	50
147513	5856	0.02	0.01	Ramírez et al. (2012)	5840	5869.3	5854.7	50
148577	5713	-0.09	-0.08	Adibekyan et al. (2012)	5736	5741.2	5738.6	50
150248	5750	-0.04	-0.04	Porto de Mello et al. (2014)	5750	5755.5	5752.7	50
153458	5850	0.2	0.18	Porto de Mello et al. (2014)	5810	5847.2	5828.6	50
154931	5910	-0.1	-0.15	Mishenina et al. (2004)	5829	5859.7	5844.4	50
154962	5800	0.3	0.22	Ramírez et al. (2012)	5672	5707.6	5689.8	50
156274	5247	-0.34	-0.32	Ramírez et al. (2012)	5284	5284.9	5284.4	50
157089	5827	-0.47	-0.45	del Peloso et al. (2005b)	5852	5894.9	5873.4	50
157750	5840	0.21	0.22	Porto de Mello et al. (2014)	5850	5844.8	5847.4	50
158614	5570	-0.05	-0.05	McWilliam (1990)	5573	5582	5577.5	50
159332	6301	-0.23	-0.32	Ramírez et al. (2012)	6159	6211	6185	50
159656	5840	0.09	0.1	Porto de Mello et al. (2014)	5850	5842.1	5846.1	50
160691	5739	0.26	0.22	Ramírez et al. (2012)	5678	5729.6	5703.8	50
161239	5840	0.25	0.24	Bensby et al. (2003)	5827	5795	5811	50
161612	5586	0.15	0.15	Ramírez et al. (2012)	5587	5575.1	5581	50
161797	5486	0.23	0.35	Ramírez et al. (2012)	5686	5566.9	5626.4	50
162255	5835	0.1	0.093	Valenti & Fischer (2005)	5822.7	—	5822.7	80
162396	6090	-0.35	-0.4	Adibekyan et al. (2012)	6001	6065.5	6033.3	50
164507	5647	0.19	0.07	Valenti & Fischer (2005)	5450	5523.5	5486.8	50
164595	5810	-0.04	-0.06	Porto de Mello et al. (2014)	5770	5796.3	5783.2	50
165185	5942	0.02	-0.02	Santos et al. (2005)	5876	5928.5	5902.3	50
165499	6016	-0.15	-0.2	Ramírez et al. (2012)	5934	5934.2	5934.1	50
171990	6045	0.06	-0.13	Adibekyan et al. (2012)	5734	5961.5	5847.8	50

Tabela A.1 continuação

HD	$T_{\text{ef}}^{\text{lit}}$	$[\text{Fe}/\text{H}]^{\text{lit}}$	$[\text{Fe}/\text{H}]^{\text{cor}}$	Referência	$T_{\text{ef}}(\text{fot})$	$T_{\text{ef}}(\text{H}\alpha)$	$T_{\text{ef}}^{\text{radiada}}$	$\sigma(T_{\text{ef}})$
172051	5650	-0.24	-0.26	Ramírez et al. (2012)	5615	5670.1	5642.6	50
177565	5640	0.13	0.15	Ramírez et al. (2012)	5673	5672.4	5672.7	50
179949	6177	0.17	0.14	Ramírez et al. (2012)	6134	6155.9	6144.9	50
181321	5810	-0.06	-0.04	da Silva & Porto de Mello (2000)	5845	5859.4	5852.2	50
182572	5679	0.43	0.37	Ramírez et al. (2012)	5587	5583.1	5585.1	50
187013	6442	-0.07	-0.19	Ramírez et al. (2012)	6249	6333.8	6291.4	50
187691	6140	0.12	-0.01	Ramírez et al. (2012)	5924	6101	6012.5	50
187923	5726	-0.13	-0.23	Valenti & Fischer (2005)	5555	5738.4	5646.7	50
188376	5495	0.06	0.02	Ramírez et al. (2012)	5436	5501.6	5468.8	50
188815	6217	-0.53	-0.532	Adibekyan et al. (2012)	6181.5	—	6181.5	80
189567	5677	-0.26	-0.25	Ramírez et al. (2012)	5697	5748.3	5722.7	50
190248	5576	0.36	0.42	Ramírez et al. (2012)	5674	5615.5	5644.7	50
190613	5776	0	0.006	Adibekyan et al. (2012)	5843.5	—	5843.5	80
191408	5003	-0.54	-0.45	Ramírez et al. (2012)	5146	4996.2	5071.1	50
193307	5987	-0.34	-0.35	Ramírez et al. (2012)	5976	6004.9	5990.4	50
195564	5676	0.06	0.01	Adibekyan et al. (2012)	5598	5671.1	5634.5	50
195838	6142	-0.23	-0.34	Ramírez et al. (2012)	5954	6051	6002.5	50
196050	5881	0.29	0.26	Ramírez et al. (2012)	5826	5855.6	5840.8	50
196067	5999	0.23	0.225	—	5942.7	—	5942.7	80
196068	5948	0.31	0.307	Valenti & Fischer (2005)	5916.2	—	5916.2	80
196378	6040	-0.34	-0.35	Valenti & Fischer (2005)	6030	6069.2	6049.6	50
196755	5665	0.04	-0.02	del Peloso et al. (2005b)	5573	5664.2	5618.6	50
196761	5414	-0.23	-0.15	Ramírez et al. (2012)	5544	5538.4	5541.2	50
196794	5073	0.01	0.02	Chanamé & Ramírez (2012)	4986.7	—	4986.7	80
196800	5880	0.17	0.15	Ramírez et al. (2012)	5846	5963	5904.5	50
196885	6328	0.19	0.03	Ramírez et al. (2012)	6067	6095.7	6081.3	50
197210	5577	-0.03	-0.02	Adibekyan et al. (2012)	5592	5629.5	5610.7	50
197963	6307	0.11	0.106	Chanamé & Ramírez (2012)	6258.6	—	6258.6	80
197964	4889	0.12	0.141	Chanamé & Ramírez (2012)	4692.7	—	4692.7	80
198802	5767	0.04	0.02	Valenti & Fischer (2005)	5738	5775.7	5756.9	50
199288	5693	-0.6	-0.49	Ramírez et al. (2012)	5871	5835.4	5853.2	50
199868	6152	-0.13	-0.137	Adibekyan et al. (2012)	6140.1	—	6140.1	80
199960	5833	0.13	0.2	Ramírez et al. (2012)	5945	5918.8	5931.9	50
202917	5617	0.11	0.102	Valenti & Fischer (2005)	5709.4	—	5709.4	80
203608	6168	-0.66	-0.75	Ramírez et al. (2012)	6010	6129.9	6070	50

Tabela A.1 continuação

HD	$T_{\text{ef}}^{\text{lit}}$	$[\text{Fe}/\text{H}]^{\text{lit}}$	$[\text{Fe}/\text{H}]^{\text{cor}}$	Referência	$T_{\text{ef}}$ (fot)	$T_{\text{ef}}$ (H $\alpha$ )	$T_{\text{ef}}^{\text{radotada}}$	$\sigma$ (T $_{\text{ef}}$ )
206301	5765	-0.02	-0.15	Ramírez et al. (2012)	5556	5688.8	5622.4	50
206860	5942	-0.08	-0.07	Ramírez et al. (2012)	5964	5994.7	5979.4	50
207043	5790	0.07	0.05	Porto de Mello et al. (2014)	5760	5783.8	5771.9	50
207129	5934	0.04	-0.1	Ramírez et al. (2012)	5700	5923.8	5811.9	50
209100	4649	-0.19	-0.07	Ramírez et al. (2013)	4852	4571	4711.5	90
210918	5728	-0.11	-0.07	Ramírez et al. (2012)	5802	5766.1	5784.1	50
211038	5009	-0.22	-0.213	Valenti & Fischer (2005)	4905.5	—	4905.5	80
211415	5812	-0.24	-0.21	Ramírez et al. (2012)	5864	5868.6	5866.3	50
212231	5762	-0.3	-0.297	Adibekyan et al. (2012)	5802.2	—	5802.2	80
212330	5739	0.05	-0.07	Valenti & Fischer (2005)	5535	5707.5	5621.3	50
213429	6180	-0.01	-0.13	Porto de Mello et al. (2014)	5986	6039.5	6012.7	50
213575	5671	-0.15	-0.17	Adibekyan et al. (2012)	5641	5689.7	5665.4	50
214953	6070	0.02	0.05	Ramírez et al. (2012)	6114	6075.9	6095	50
216385	6304	-0.2	-0.27	Ramírez et al. (2012)	6194	6286.8	6240.4	50
216435	5962	0.21	0.18	Ramírez et al. (2012)	5917	5940.4	5928.7	50
216436	5750	0.04	0.05	Porto de Mello et al. (2014)	5760	5752.7	5756.3	50
216437	5775	0.22	0.24	Ramírez et al. (2012)	5802	5816.7	5809.3	50
216803	4555	-0.01	0.001	Santos et al. (2004)	4435.8	—	4435.8	80
217014	5745	0.2	0.19	Ramírez et al. (2012)	5734	5817.8	5775.9	50
219077	5362	-0.13	-0.13	Adibekyan et al. (2012)	5367	5331.8	5349.4	50
219834	5168	0.22	0.29	Valenti & Fischer (2005)	5292	5468.5	5380.3	50
220096	—	0.03	0.03	Tabernero et al. (2014)	5272	—	5272	80
221146	5903	0.11	0.116	Valenti & Fischer (2005)	5913.3	—	5913.3	80
221343	5800	0.04	-0.01	Porto de Mello et al. (2014)	5710	5783.3	5746.6	50
221420	5820	0.31	0.27	Ramírez et al. (2012)	5745	5783.5	5764.3	50
221627	5790	0.17	0.18	Porto de Mello et al. (2014)	5810	5810.1	5810.1	50
224022	6134	0.15	0.05	Sousa et al. (2006)	5964	6039.3	6001.7	50
282962	—	0	0	Schillbach et al. (1995)	5903	5967.6	5935.3	50
282973	—	0	0	Schillbach et al. (1995)	6257.6	—	6257.6	80
282975	—	0	0	Schillbach et al. (1995)	5575	5696.1	5635.6	50
135101B	5537	0.09	0.089	Ramírez et al. (2012)	5535.3	—	5535.3	80
13612B	5741	0.13	0.127	Valenti & Fischer (2005)	5713.3	—	5713.3	80
165341A	5315	0.06	0.066	Ramírez et al. (2012)	5187.1	—	5187.1	80
BD+153364	5800	0.07	0.05	Porto de Mello et al. (2014)	5770	5795.3	5782.7	50
BD+23527	—	0	0	Schillbach et al. (1995)	5773	5937.4	5855.2	50

Tabela A.1 continuação

HD	$T_{\text{ef}}^{\text{lit}}$	$[\text{Fe}/\text{H}]^{\text{lit}}$	$[\text{Fe}/\text{H}]^{\text{cor}}$	Referência	$T_{\text{ef}}(\text{fot})$	$T_{\text{ef}}(\text{H}\alpha)$	$T_{\text{ef}}^{\text{radofada}}$	$\sigma(T_{\text{ef}})$
hip90223	5964	-0.09	-0.093	Valenti & Fischer (2005)	5959	-	5959	80
hip9243	5046	-0.07	-0.064	Chanamé & Ramírez (2012)	5090.5	-	5090.5	80
hip9247	6132	-0.19	-0.193	Chanamé & Ramírez (2012)	6100.8	-	6100.8	80
hip93827	5862	-0.58	-0.573	Adibekyan et al. (2012)	5873.2	-	5873.2	80
Sol	5777	0	0	Porto de Mello et al. (2014)	5777	5777.3	5777.2	50

## **A.0.2 Parâmetros Evolutivos e Atividade Cromosférica**

Tabela A.2: Parâmetros evolutivos calculados no capítulo 3 com auxílio dos procedimentos descritos no capítulo 2 e os fluxos cromosféricos  $\mathcal{F}'$  derivados também no capítulo 3. Da primeira coluna em diante, temos a identificação da estrela, metalicidades, gravidades superficiais, massas ( $M/M_{\odot}$ ), raios ( $R/R_{\odot}$ ), razão entre raio e raio de *turn-off* ( $R/R_{TO}$ ), distinção evolutiva entre anãs (1) e subgigantes (2), informação sobre as estimativas de idades ( $t$ ), razão entre idade atual e a de *turn-off* ( $t/t_{TO}$ ) e os fluxos cromosféricos do Ca II IRT, respectivamente. Os fluxos estão em unidades de  $10^5$  erg  $\text{cm}^{-2}$   $\text{s}^{-1}$  e as idades em Gano.

HD	[Fe/H]	log(g)	$M/M_{\odot}$	$R/R_{\odot}$	$R/R_{TO}$	Evol	Info	$t$	$t/t_{TO}$	$\mathcal{F}'_{H\alpha}$	$\mathcal{F}'_{H\beta}$	$\mathcal{F}'_{H\gamma}$
1461	0.22	$4.35^{+0.15}_{-0.15}$	$1.05^{+0.03}_{-0.03}$	$1.07^{+0.07}_{-0.07}$	$0.81^{+0.10}_{-0.10}$	1	-	$4.64^{+1.66}_{-1.64}$	0.66	$4.76 \pm 0.52$	$4.04 \pm 0.45$	$6.06 \pm 0.48$
1581	-0.21	$4.35^{+0.05}_{-0.05}$	$1.00^{+0.03}_{-0.03}$	$1.05^{+0.10}_{-0.10}$	$0.76^{+0.05}_{-0.05}$	1	-	$4.37^{+1.37}_{-1.37}$	0.56	$5.04 \pm 0.75$	$4.27 \pm 0.59$	$5.36 \pm 0.65$
1835	0.23	$4.45^{+0.10}_{-0.10}$	$1.06^{+0.03}_{-0.03}$	$1.00^{+0.10}_{-0.10}$	$0.71^{+0.05}_{-0.05}$	1	Híades	$0.62^{+0.00}_{-0.00}$	0.09	$7.10 \pm 0.75$	$10.62 \pm 0.52$	$9.32 \pm 0.75$
2151	-0.09	$3.95^{+0.10}_{-0.10}$	$1.15^{+0.03}_{-0.03}$	$1.80^{+0.10}_{-0.10}$	$1.11^{+0.05}_{-0.05}$	2	Sismologia	$6.05^{+0.35}_{-0.35}$	1.09	$3.82 \pm 0.71$	$2.57 \pm 0.58$	$3.63 \pm 0.62$
3795	-0.54	$3.90^{+0.10}_{-0.10}$	$0.97^{+0.04}_{-0.04}$	$1.80^{+0.10}_{-0.10}$	$1.36^{+0.15}_{-0.15}$	2	-	$10.15^{+0.85}_{-0.85}$	1.19	$0.95 \pm 0.69$	$0.00 \pm 0.47$	$2.34 \pm 0.72$
3823	-0.46	$4.05^{+0.10}_{-0.10}$	$0.93^{+0.03}_{-0.03}$	$1.45^{+0.10}_{-0.10}$	$1.11^{+0.05}_{-0.05}$	2	-	$10.35^{+0.95}_{-0.95}$	1.09	$2.73 \pm 0.76$	$2.32 \pm 0.52$	$2.82 \pm 0.76$
4307	-0.29	$3.95^{+0.15}_{-0.15}$	$1.02^{+0.03}_{-0.03}$	$1.65^{+0.10}_{-0.10}$	$1.21^{+0.10}_{-0.10}$	2	-	$8.36^{+0.64}_{-0.64}$	1.13	$4.30 \pm 0.72$	$3.26 \pm 0.49$	$4.23 \pm 0.74$
4308	-0.30	$4.35^{+0.10}_{-0.10}$	$0.89^{+0.03}_{-0.03}$	$1.02^{+0.08}_{-0.08}$	$0.86^{+0.10}_{-0.10}$	1	-	$11.11^{+2.59}_{-2.59}$	1.03	$3.38 \pm 0.85$	$4.31 \pm 0.73$	$6.06 \pm 0.75$
4391	-0.06	$4.45^{+0.05}_{-0.05}$	$1.00^{+0.03}_{-0.03}$	$0.95^{+0.10}_{-0.10}$	$0.71^{+0.05}_{-0.05}$	1	-	$2.24^{+1.44}_{-1.44}$	0.29	$7.38 \pm 0.70$	$10.16 \pm 0.59$	$7.96 \pm 0.79$
7570	0.17	$4.30^{+0.10}_{-0.10}$	$1.17^{+0.03}_{-0.03}$	$1.25^{+0.10}_{-0.10}$	$0.76^{+0.10}_{-0.10}$	1	-	$2.90^{+0.60}_{-0.60}$	0.55	$1.39 \pm 0.52$	$4.00 \pm 0.41$	$3.04 \pm 0.48$
8291	0.06	$4.40^{+0.15}_{-0.15}$	$1.03^{+0.04}_{-0.04}$	$1.00^{+0.10}_{-0.10}$	$0.76^{+0.10}_{-0.10}$	1	-	$3.26^{+2.24}_{-2.24}$	0.44	$5.51 \pm 0.40$	-	$7.40 \pm 0.43$
9562	0.29	$4.00^{+0.15}_{-0.15}$	$1.32^{+0.03}_{-0.03}$	$1.80^{+0.10}_{-0.10}$	$0.86^{+0.15}_{-0.15}$	1	-	$4.52^{+0.68}_{-0.68}$	1.16	$1.34 \pm 0.51$	$1.78 \pm 0.43$	$3.41 \pm 0.45$
10647	-0.10	$4.35^{+0.10}_{-0.10}$	$1.08^{+0.04}_{-0.04}$	$1.12^{+0.07}_{-0.07}$	$0.76^{+0.15}_{-0.15}$	1	-	$3.16^{+1.34}_{-1.34}$	0.49	$4.49 \pm 0.73$	$6.57 \pm 0.59$	$5.19 \pm 0.67$
10700	-0.49	$4.50^{+0.15}_{-0.15}$	$0.78^{+0.03}_{-0.03}$	$0.77^{+0.07}_{-0.07}$	$0.71^{+0.10}_{-0.10}$	1	Sismologia	$9.00^{+1.00}_{-1.00}$	0.59	$2.41 \pm 0.50$	$2.08 \pm 0.47$	$3.50 \pm 0.47$
11131	-0.06	$4.45^{+0.10}_{-0.10}$	$1.00^{+0.04}_{-0.04}$	$0.95^{+0.10}_{-0.10}$	$0.71^{+0.10}_{-0.10}$	1	GUMa	$0.40^{+0.00}_{-0.00}$	0.05	$9.04 \pm 0.71$	$11.99 \pm 0.50$	$10.10 \pm 0.74$
11964	0.05	$3.85^{+0.15}_{-0.15}$	$1.10^{+0.03}_{-0.03}$	$2.00^{+0.10}_{-0.10}$	$1.36^{+0.05}_{-0.05}$	2	-	$7.74^{+0.70}_{-0.70}$	1.26	$2.75 \pm 0.83$	$3.47 \pm 0.72$	$4.74 \pm 0.73$
12264	0.06	$4.40^{+0.15}_{-0.15}$	$1.02^{+0.04}_{-0.04}$	$1.00^{+0.10}_{-0.10}$	$0.76^{+0.10}_{-0.10}$	1	-	$3.09^{+1.89}_{-1.89}$	0.41	$7.45 \pm 0.41$	-	$9.00 \pm 0.40$
13612	-0.23	$3.75^{+0.15}_{-0.15}$	$1.31^{+0.05}_{-0.05}$	$2.40^{+0.15}_{-0.15}$	$1.16^{+0.15}_{-0.15}$	2	Bin/hd13612B	$3.25^{+0.75}_{-0.75}$	0.83	$2.05 \pm 0.82$	$1.33 \pm 0.71$	$2.17 \pm 0.72$
14214	0.07	$4.10^{+0.10}_{-0.10}$	$1.19^{+0.06}_{-0.06}$	$1.60^{+0.10}_{-0.10}$	$0.96^{+0.15}_{-0.15}$	1	-	$5.08^{+1.02}_{-1.02}$	0.99	$2.33 \pm 0.67$	$2.90 \pm 0.46$	$3.54 \pm 0.71$
14802	-0.04	$4.00^{+0.10}_{-0.10}$	$1.17^{+0.05}_{-0.05}$	$1.75^{+0.10}_{-0.10}$	$1.11^{+0.15}_{-0.15}$	2	-	$5.42^{+0.88}_{-0.88}$	1.02	$4.34 \pm 0.66$	$3.01 \pm 0.58$	$4.77 \pm 0.62$
15942	0.39	$4.30^{+0.10}_{-0.10}$	$1.14^{+0.02}_{-0.02}$	$1.20^{+0.10}_{-0.10}$	$0.76^{+0.15}_{-0.15}$	1	-	$3.69^{+0.91}_{-0.91}$	0.64	$0.00 \pm 0.67$	$1.90 \pm 0.45$	$2.46 \pm 0.70$
16160	-0.09	$4.60^{+0.10}_{-0.10}$	$0.76^{+0.03}_{-0.03}$	$0.70^{+0.07}_{-0.07}$	$0.66^{+0.15}_{-0.15}$	1	-	$6.06^{+0.74}_{-0.74}$	0.38	$2.75 \pm 0.43$	-	$4.42 \pm 0.41$
16417	0.09	$4.05^{+0.10}_{-0.10}$	$1.16^{+0.06}_{-0.06}$	$1.62^{+0.10}_{-0.10}$	$1.11^{+0.05}_{-0.05}$	2	-	$6.29^{+1.10}_{-1.10}$	1.15	$2.45 \pm 1.19$	$4.29 \pm 0.60$	$4.09 \pm 0.69$
17051	0.11	$4.35^{+0.10}_{-0.10}$	$1.15^{+0.04}_{-0.04}$	$1.15^{+0.10}_{-0.10}$	$0.71^{+0.15}_{-0.15}$	1	Sismologia	$0.62^{+0.03}_{-0.03}$	0.11	$3.77 \pm 0.51$	$7.16 \pm 0.47$	$5.97 \pm 0.47$
18907	-0.64	$3.45^{+0.15}_{-0.15}$	$0.98^{+0.08}_{-0.08}$	$2.85^{+0.10}_{-0.10}$	$1.96^{+0.25}_{-0.25}$	2	-	$9.69^{+2.81}_{-2.81}$	1.15	$0.00 \pm 0.62$	$0.00 \pm 0.41$	$0.00 \pm 0.68$
19994	0.18	$4.05^{+0.10}_{-0.10}$	$1.33^{+0.03}_{-0.03}$	$1.75^{+0.10}_{-0.10}$	$0.81^{+0.15}_{-0.15}$	1	-	$3.85^{+0.95}_{-0.95}$	1.02	$1.32 \pm 0.62$	$2.06 \pm 0.41$	$2.72 \pm 0.68$
20010	-0.23	$3.95^{+0.15}_{-0.15}$	$1.26^{+0.06}_{-0.06}$	$1.88^{+0.07}_{-0.07}$	$1.06^{+0.15}_{-0.15}$	2	-	$3.94^{+0.76}_{-0.76}$	0.90	$2.77 \pm 0.42$	-	$2.90 \pm 0.41$
20630	0.08	$4.50^{+0.10}_{-0.10}$	$1.00^{+0.03}_{-0.03}$	$0.93^{+0.07}_{-0.07}$	$0.71^{+0.10}_{-0.10}$	1	-	$1.44^{+1.26}_{-1.26}$	0.18	$8.54 \pm 0.55$	$10.39 \pm 0.51$	$11.16 \pm 0.54$
20766	-0.25	$4.50^{+0.10}_{-0.10}$	$0.94^{+0.03}_{-0.03}$	$0.88^{+0.07}_{-0.07}$	$0.71^{+0.10}_{-0.10}$	1	bin/hd20807	$3.75^{+2.25}_{-2.25}$	0.40	$6.73 \pm 0.75$	$6.77 \pm 0.43$	$7.41 \pm 0.71$

APÊNDICE A. APÊNDICE: TRIPLETO INFRAVERMELHO DO CA II 200

Tabela A.2 continuação

HD	[Fe/H]	log(g)	M/M <sub>☉</sub>	R/R <sub>☉</sub>	R/R <sub>TTO</sub>	Evol	Info	t	t/t <sub>TTO</sub>	J <sub>T1</sub> <sup>h</sup>	J <sub>T2</sub> <sup>h</sup>	J <sub>T3</sub> <sup>h</sup>
20807	-0.32	4.40 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.91 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	0.98 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.08</sub>	0.76 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1	bin/hd20766	3.75 <sup>+1.50</sup> <sub>-2.25</sub>	0.37	5.47 ± 0.48	4.06 ± 0.41	5.60 ± 0.45
22049	-0.01	4.60 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.81 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	0.73 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	0.66 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	1	Sismologia	1.00 <sup>+0.50</sup> <sub>-0.50</sub>	0.07	5.83 ± 0.41	-	8.68 ± 0.41
22484	-0.04	4.10 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.19 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.06</sub>	1.57 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	0.91 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	1	-	4.68 <sup>+0.82</sup> <sub>-0.58</sub>	0.92	4.71 ± 0.53	-	4.95 ± 0.48
22879	-0.77	4.35 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.85 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.00 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.81 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	1	-	10.79 <sup>+2.41</sup> <sub>-2.19</sub>	0.92	1.82 ± 0.75	1.91 ± 0.66	2.12 ± 0.65
23249	0.24	3.80 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.21 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	2.20 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.26 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	2	-	5.82 <sup>+0.38</sup> <sub>-0.12</sub>	1.21	0.60 ± 0.42	1.75 ± 0.80	3.62 ± 0.41
24616	-0.71	3.20 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.98 <sup>+0.09</sup> <sub>-0.09</sub>	3.95 <sup>+0.20</sup> <sub>-0.20</sub>	1.96 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	2	-	9.50 <sup>+2.80</sup> <sub>-7.10</sub>	1.14	0.00 ± 0.51	0.00 ± 0.41	0.00 ± 0.47
25457	-0.37	4.15 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.97 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.35 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.01 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	2	-	9.06 <sup>+1.06</sup> <sub>-1.14</sub>	1.06	1.65 ± 0.98	0.62 ± 0.81	0.84 ± 0.82
26913	0.10	4.50 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.97 <sup>+0.02</sup> <sub>-0.02</sub>	0.88 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	0.66 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	1	GUMa	0.40 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.00</sub>	0.05	8.95 ± 0.81	11.99 ± 0.88	11.79 ± 0.81
26923	-0.02	4.45 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.06 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.00 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.71 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1	GUMa	0.40 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.00</sub>	0.06	8.26 ± 0.78	12.25 ± 0.87	11.51 ± 0.79
27685	0.09	4.40 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.01 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.00 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.76 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.10</sub>	1	Híades	0.62 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.00</sub>	0.08	11.20 ± 0.89	14.49 ± 0.76	12.24 ± 0.77
27859	0.00	4.30 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.04 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.15 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.86 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	Híades	0.62 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.00</sub>	0.09	11.11 ± 0.96	12.42 ± 1.17	12.64 ± 1.48
28099	0.13	4.40 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.04 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.00 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.76 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	Híades	0.62 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.00</sub>	0.09	8.87 ± 0.75	13.60 ± 0.85	13.12 ± 0.76
28344	0.08	4.35 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.06 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.10 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.81 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	Híades	0.62 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.00</sub>	0.09	7.39 ± 0.71	10.69 ± 0.50	9.86 ± 0.74
28471	-0.06	4.35 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.98 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.02 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.08</sub>	0.81 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	5.93 <sup>+1.93</sup> <sub>-2.17</sub>	0.71	4.00 ± 0.42	-	5.49 ± 0.41
28992	0.12	4.40 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.06 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.05 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.76 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	Híades	0.62 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.00</sub>	0.09	8.47 ± 0.62	12.19 ± 0.41	10.82 ± 0.67
30495	-0.02	4.45 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.01 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	0.95 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.71 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1	-	2.28 <sup>+1.82</sup> <sub>-1.48</sub>	1.30	7.00 ± 0.43	-	8.80 ± 0.41
30562	0.10	4.00 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1.17 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	1.65 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	1.11 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	2	-	5.98 <sup>+1.12</sup> <sub>-1.08</sub>	0.13	1.64 ± 0.51	1.50 ± 0.41	3.08 ± 0.47
32147	0.20	4.50 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	0.80 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	0.77 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.08</sub>	0.71 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	9.68 <sup>+3.12</sup> <sub>-2.98</sub>	0.70	2.54 ± 0.43	-	3.63 ± 0.42
33021	-0.13	4.10 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.04 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.45 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.06 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	2	-	8.30 <sup>+1.00</sup> <sub>-0.70</sub>	1.16	4.52 ± 0.62	2.34 ± 0.41	4.58 ± 0.67
34721	-0.12	4.20 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.08 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.35 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.91 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	-	5.52 <sup>+1.18</sup> <sub>-0.32</sub>	0.86	4.12 ± 0.59	3.38 ± 0.41	3.78 ± 0.52
36553	0.24	3.65 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.59 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	3.02 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.12</sub>	1.06 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	2	-	2.47 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.32</sub>	1.03	0.00 ± 0.63	0.00 ± 0.42	0.00 ± 0.68
39587	-0.05	4.45 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.04 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	0.98 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	0.71 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	GUMa	0.40 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.00</sub>	0.06	7.83 ± 0.73	9.85 ± 0.83	10.29 ± 0.75
41593	0.01	4.55 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.86 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	0.80 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.66 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	1	GUMa	0.40 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.00</sub>	0.03	7.08 ± 0.68	9.34 ± 0.81	10.31 ± 0.72
43587	-0.06	4.25 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.04 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.25 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.08</sub>	0.91 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	Sismologia	5.60 <sup>+0.16</sup> <sub>-0.16</sub>	0.77	4.55 ± 0.46	2.72 ± 0.44	4.81 ± 0.44
43834	0.14	4.45 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.98 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	0.98 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	0.76 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	4.71 <sup>+2.39</sup> <sub>-2.01</sub>	0.57	3.70 ± 0.62	4.08 ± 0.41	6.04 ± 0.68
43947	-0.32	4.30 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.96 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.12 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	0.86 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	8.11 <sup>+1.69</sup> <sub>-1.41</sub>	0.91	5.54 ± 0.74	4.31 ± 0.44	4.79 ± 0.67
52298	-0.33	4.30 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1.08 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.15 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.76 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1	-	3.28 <sup>+1.12</sup> <sub>-0.28</sub>	0.50	4.86 ± 0.47	4.82 ± 0.50	5.15 ± 0.44
53705	-0.20	4.15 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.98 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.30 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	0.96 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	2	Bin/hd53706	9.25 <sup>+0.83</sup> <sub>-0.25</sub>	1.11	5.48 ± 0.87	4.69 ± 0.74	4.84 ± 0.75
59984	-0.76	4.00 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.93 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.57 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	1.21 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	9.67 <sup>+0.57</sup> <sub>-0.57</sub>	1.02	2.15 ± 0.61	1.77 ± 0.41	0.97 ± 0.67
63077	-0.86	4.20 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.83 <sup>+0.02</sup> <sub>-0.02</sub>	1.12 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	0.96 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	1	Bin/WD	7.32 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.00</sub>	0.58	0.00 ± 0.55	0.00 ± 0.42	0.00 ± 0.50
65907	-0.39	4.30 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.91 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.07 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	0.86 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	9.83 <sup>+1.97</sup> <sub>-1.83</sub>	0.96	4.36 ± 0.50	3.57 ± 0.52	3.16 ± 0.46
69830	-0.08	4.45 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.88 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	0.88 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	0.76 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	7.93 <sup>+3.37</sup> <sub>-3.03</sub>	0.71	2.92 ± 0.71	4.03 ± 0.49	6.06 ± 0.74
71334	-0.13	4.40 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.95 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	0.98 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	0.76 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1	-	6.33 <sup>+2.33</sup> <sub>-2.33</sub>	0.69	4.57 ± 0.51	-	5.16 ± 0.46
73350	0.12	4.45 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.04 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.00 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.71 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1	-	2.64 <sup>+1.86</sup> <sub>-1.93</sub>	0.36	7.57 ± 0.54	-	8.86 ± 0.49
76151	0.11	4.40 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	1.03 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.00 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.76 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	3.18 <sup>+1.68</sup> <sub>-1.68</sub>	0.43	5.06 ± 0.61	7.64 ± 0.46	6.57 ± 0.54

APÊNDICE A. APÊNDICE: TRIPLETO INFRAVERMELHO DO CA II 201

Tabela A.2 continuação

HD	[Fe/H]	log(g)	M/M <sub>☉</sub>	R/R <sub>☉</sub>	R/R <sub>T0</sub>	Ev <sub>ol</sub>	Info	t	t/t <sub>T0</sub>	J <sub>T1</sub> <sup>II</sup>	J <sub>T2</sub> <sup>II</sup>	J <sub>T3</sub> <sup>II</sup>
76932	-0.83	4.20 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	0.86 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.20 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.96 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	10.70 <sup>+1.50</sup> <sub>-1.50</sub>	0.92	1.34 ± 0.78	2.50 ± 0.52	0.95 ± 0.66
84117	-0.12	4.30 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.11 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.23 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	0.81 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	3.66 <sup>+1.04</sup> <sub>-0.76</sub>	0.61	3.55 ± 0.70	4.56 ± 0.48	4.36 ± 0.73
88084	-0.06	4.45 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.00 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	0.98 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.08</sub>	0.71 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	1	-	3.31 <sup>+2.16</sup> <sub>-1.91</sub>	0.42	4.93 ± 0.66	4.95 ± 0.45	5.37 ± 0.70
88218	-0.18	4.00 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.08 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.70 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.21 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	2	-	7.30 <sup>+0.60</sup> <sub>-0.30</sub>	1.12	3.69 ± 0.73	3.77 ± 0.51	3.99 ± 0.75
94340	0.12	4.00 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1.19 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	1.70 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1.06 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.15</sub>	2	-	5.40 <sup>+1.00</sup> <sub>-0.80</sub>	1.06	8.93 ± 0.71	12.26 ± 0.50	10.29 ± 0.74
98649	-0.01	4.45 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.00 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	0.98 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	0.71 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	-	3.36 <sup>+2.34</sup> <sub>-1.76</sub>	0.42	5.24 ± 0.41	-	6.05 ± 0.42
102365	-0.30	4.40 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.88 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	0.95 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.76 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	1	-	8.76 <sup>+1.84</sup> <sub>-0.95</sub>	0.80	5.37 ± 0.44	4.50 ± 0.45	5.67 ± 0.43
103026	-0.24	3.95 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1.13 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.77 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.08</sub>	1.16 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	2	-	5.87 <sup>+0.27</sup> <sub>-0.53</sub>	1.01	1.89 ± 0.71	1.87 ± 0.49	2.21 ± 0.73
105901	0.00	4.40 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.02 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.05 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.76 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	-	4.41 <sup>+2.01</sup> <sub>-2.01</sub>	0.59	5.02 ± 0.66	5.53 ± 0.44	5.95 ± 0.70
108309	0.09	4.15 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.04 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.40 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.06 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	2	-	8.42 <sup>+1.48</sup> <sub>-1.82</sub>	1.18	3.77 ± 0.48	3.10 ± 0.47	4.21 ± 0.45
111199	-0.27	3.55 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1.54 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.04</sub>	3.25 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1.21 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	2	-	2.26 <sup>+0.34</sup> <sub>-0.06</sub>	0.85	0.00 ± 0.79	0.81 ± 0.54	0.05 ± 0.77
111398	0.10	4.15 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1.06 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.05</sub>	1.35 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.96 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1	-	7.38 <sup>+1.82</sup> <sub>-1.38</sub>	1.07	3.35 ± 0.69	4.08 ± 0.47	4.12 ± 0.72
112164	0.27	3.85 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.15</sub>	1.46 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	2.25 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.91 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	-	3.35 <sup>+0.95</sup> <sub>-0.35</sub>	1.10	0.00 ± 0.52	0.00 ± 0.40	0.00 ± 0.47
114613	0.19	3.85 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1.25 <sup>+0.02</sup> <sub>-0.02</sub>	2.10 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.11 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	2	-	4.91 <sup>+0.11</sup> <sub>-0.11</sub>	1.11	2.12 ± 0.47	1.54 ± 0.42	2.52 ± 0.44
115382	-0.07	4.35 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	0.98 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.05 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.81 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	6.13 <sup>+2.61</sup> <sub>-2.43</sub>	0.75	5.56 ± 0.70	5.31 ± 0.48	6.47 ± 0.73
115383	0.06	4.20 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.12 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.35 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.86 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	-	4.91 <sup>+0.61</sup> <sub>-0.61</sub>	0.84	8.25 ± 0.66	11.37 ± 0.45	9.91 ± 0.70
115617	-0.01	4.40 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	0.94 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	0.95 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.76 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	1	-	6.40 <sup>+2.70</sup> <sub>-2.30</sub>	0.69	4.72 ± 0.64	4.65 ± 0.43	5.72 ± 0.69
117176	-0.12	3.90 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.08 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.90 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.31 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	2	-	7.83 <sup>+0.47</sup> <sub>-0.23</sub>	1.21	3.43 ± 0.66	2.42 ± 0.44	4.25 ± 0.70
117939	-0.06	4.40 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	0.98 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	0.98 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.08</sub>	0.76 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	4.37 <sup>+2.07</sup> <sub>-2.07</sub>	0.53	6.19 ± 0.48	-	7.21 ± 0.45
118598	-0.02	4.40 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.15</sub>	0.99 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.00 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.76 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	-	5.57 <sup>+2.45</sup> <sub>-0.77</sub>	0.69	5.10 ± 0.41	-	6.03 ± 0.40
119550	-0.01	3.90 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.10</sub>	1.19 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.92 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.12</sub>	1.16 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	2	-	5.44 <sup>+0.30</sup> <sub>-0.30</sub>	1.07	3.49 ± 0.71	3.52 ± 0.49	3.25 ± 0.73
120066	0.03	4.10 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.14 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.06</sub>	1.55 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.06 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	2	-	6.03 <sup>+1.37</sup> <sub>-1.03</sub>	1.05	2.08 ± 0.64	4.01 ± 0.43	2.79 ± 0.69
121384	-0.44	3.55 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1.19 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.08</sub>	2.88 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.12</sub>	1.61 <sup>+0.20</sup> <sub>-0.20</sub>	2	-	4.55 <sup>+1.05</sup> <sub>-0.75</sub>	0.90	1.68 ± 0.66	2.69 ± 0.44	1.92 ± 0.70
122862	-0.16	4.05 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1.09 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.52 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.08</sub>	1.06 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	2	-	6.59 <sup>+0.91</sup> <sub>-0.59</sub>	1.04	3.74 ± 0.71	2.66 ± 0.48	3.32 ± 0.73
124570	0.05	3.90 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.41 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	2.15 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.91 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	-	3.33 <sup>+0.57</sup> <sub>-0.33</sub>	1.00	1.77 ± 0.66	0.84 ± 0.45	1.63 ± 0.70
124850	-0.35	3.70 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.39 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	2.70 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.16 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	2	-	2.75 <sup>+0.35</sup> <sub>-0.05</sub>	0.81	3.73 ± 0.64	3.65 ± 0.43	2.59 ± 0.69
125184	0.19	4.00 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.07 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.65 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.21 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	2	-	8.75 <sup>+0.65</sup> <sub>-0.45</sub>	1.32	1.70 ± 0.63	2.56 ± 0.42	3.39 ± 0.69
128620	0.22	4.25 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.05 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.25 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.91 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	Sismologia	5.25 <sup>+0.45</sup> <sub>-0.45</sub>	0.75	3.16 ± 0.65	3.49 ± 0.52	4.51 ± 0.59
128621	0.15	4.50 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.85 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	0.85 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.71 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	Sismologia	5.25 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	0.44	2.49 ± 0.47	3.71 ± 0.42	5.13 ± 0.52
131117	0.06	3.95 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1.26 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.08</sub>	1.85 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.01 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	2	-	4.56 <sup>+0.74</sup> <sub>-0.56</sub>	1.04	2.09 ± 0.69	2.84 ± 0.59	2.66 ± 0.65
131923	0.15	4.25 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.01 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.23 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	0.91 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	-	8.26 <sup>+1.54</sup> <sub>-1.06</sub>	1.07	4.31 ± 0.49	-	5.23 ± 0.46
131977	0.02	4.60 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.74 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	0.70 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.71 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	8.36 <sup>+4.04</sup> <sub>-4.26</sub>	0.50	5.12 ± 0.43	5.44 ± 0.42	5.50 ± 0.42
136202	-0.18	3.90 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1.27 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.07</sub>	1.95 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.11 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	2	-	4.16 <sup>+0.64</sup> <sub>-0.66</sub>	0.96	1.16 ± 0.73	0.38 ± 0.49	0.72 ± 0.74
136352	-0.31	4.30 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	0.88 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.05 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.86 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	-	12.19 <sup>+1.21</sup> <sub>-1.19</sub>	1.10	5.37 ± 0.49	4.10 ± 0.46	4.98 ± 0.46
138573	-0.01	4.40 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.99 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.00 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.76 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	1	-	5.35 <sup>+2.15</sup> <sub>-1.95</sub>	0.66	5.14 ± 0.45	-	6.23 ± 0.43

APÊNDICE A. APÊNDICE: TRIPLETO INFRAVERMELHO DO CA II 202

Tabela A.2 continuação

HD	[Fe/H]	log(g)	M/M <sub>☉</sub>	R/R <sub>☉</sub>	R/R <sub>Tro</sub>	Evol	Info	t	t/t <sub>Tro</sub>	J <sub>T1</sub> <sup>H</sup>	J <sub>T2</sub> <sup>H</sup>	J <sub>T3</sub> <sup>H</sup>
140538	0.01	4.45 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	0.98 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.05</sub>	0.95 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.71 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	-	3.59 <sup>+2.41</sup> <sub>-2.19</sub>	0.43	4.91 ± 0.47	-	5.60 ± 0.44
140690	0.07	4.40 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.02 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.05 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.76 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	-	4.80 <sup>+2.40</sup> <sub>-2.20</sub>	0.64	3.17 ± 0.51	-	4.07 ± 0.47
141004	-0.03	4.15 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1.08 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.38 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	0.96 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	5.92 <sup>+1.48</sup> <sub>-0.92</sub>	0.92	3.75 ± 0.68	3.10 ± 0.46	4.59 ± 0.71
142072	0.20	4.45 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	1.04 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	0.98 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.08</sub>	0.71 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	1.78 <sup>+1.52</sup> <sub>-1.18</sub>	0.25	7.36 ± 0.74	11.76 ± 0.52	9.79 ± 0.75
143761	-0.27	4.15 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	0.95 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.30 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.01 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	2	-	10.33 <sup>+1.27</sup> <sub>-1.03</sub>	1.15	4.15 ± 0.67	4.07 ± 0.46	3.79 ± 0.70
146233	0.04	4.40 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.10</sub>	1.02 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.00 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.76 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	Sismologia	3.60 <sup>+0.40</sup> <sub>-0.40</sub>	0.48	4.96 ± 0.47	5.30 ± 0.41	6.00 ± 0.42
147513	0.01	4.45 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	1.02 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	0.98 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.08</sub>	0.71 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	GUMa	0.40 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.00</sub>	0.05	7.30 ± 0.63	9.64 ± 0.42	8.81 ± 0.69
148577	-0.08	4.20 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.98 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.27 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.12</sub>	0.96 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	-	9.38 <sup>+1.18</sup> <sub>-1.42</sub>	1.14	3.96 ± 0.82	4.43 ± 0.72	5.39 ± 0.72
150248	-0.04	4.40 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	0.98 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	0.98 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.08</sub>	0.76 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	4.08 <sup>+2.32</sup> <sub>-2.02</sub>	0.50	5.22 ± 0.40	-	6.05 ± 0.40
153458	0.18	4.40 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1.06 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.02 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.08</sub>	0.76 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	2.82 <sup>+1.88</sup> <sub>-1.62</sub>	0.41	5.34 ± 0.65	7.99 ± 0.44	6.43 ± 0.70
154931	-0.15	3.95 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1.11 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.77 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.12</sub>	1.16 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	2	-	6.62 <sup>+0.68</sup> <sub>-0.42</sub>	1.09	3.46 ± 0.66	2.29 ± 0.45	3.64 ± 0.70
154962	0.22	3.95 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1.15 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.75 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.11 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	2	-	6.37 <sup>+0.73</sup> <sub>-0.37</sub>	1.15	1.29 ± 0.63	1.59 ± 0.42	3.46 ± 0.69
156274	-0.32	4.50 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.79 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	0.80 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.71 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	10.16 <sup>+2.44</sup> <sub>-2.46</sub>	0.72	2.93 ± 0.69	4.30 ± 0.58	4.62 ± 0.62
157089	-0.45	4.15 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	0.89 <sup>+0.02</sup> <sub>-0.02</sub>	1.25 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.01 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	2	-	11.50 <sup>+1.10</sup> <sub>-1.10</sub>	1.08	5.21 ± 0.58	2.93 ± 0.44	3.93 ± 0.52
157750	0.22	4.45 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	1.06 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	0.95 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.71 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	1.08 <sup>+1.02</sup> <sub>-0.68</sub>	0.16	5.53 ± 0.74	7.75 ± 0.52	7.56 ± 0.75
158614	-0.05	4.10 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.97 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.43 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	1.11 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	2	-	11.69 <sup>+1.11</sup> <sub>-0.79</sub>	1.37	4.00 ± 0.65	4.59 ± 0.44	4.87 ± 0.70
159332	-0.32	3.85 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.26 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	2.15 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.16 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	2	-	3.80 <sup>+0.40</sup> <sub>-0.10</sub>	0.87	1.57 ± 0.80	0.33 ± 0.54	0.81 ± 0.78
159656	0.10	4.30 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.05 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.15 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.86 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	6.35 <sup>+1.55</sup> <sub>-1.35</sub>	0.91	7.12 ± 0.44	-	8.44 ± 0.40
160691	0.22	4.15 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1.06 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.38 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	1.01 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	2	Sismologia	6.34 <sup>+0.80</sup> <sub>-0.80</sub>	0.94	2.06 ± 0.46	2.16 ± 0.41	3.68 ± 0.43
161239	0.24	3.75 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.42 <sup>+0.02</sup> <sub>-0.02</sub>	2.50 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.06 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	2	-	3.48 <sup>+0.32</sup> <sub>-0.28</sub>	1.07	0.28 ± 0.65	0.04 ± 0.43	0.23 ± 0.69
161612	0.15	4.45 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	0.97 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	0.95 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.76 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	4.84 <sup>+2.44</sup> <sub>-2.44</sub>	0.57	3.78 ± 0.50	3.98 ± 0.44	4.85 ± 0.46
161797	0.35	4.00 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1.15 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.70 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.11 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	2	-	6.65 <sup>+0.95</sup> <sub>-0.95</sub>	1.19	0.69 ± 0.65	1.65 ± 0.44	2.89 ± 0.70
162396	-0.40	4.05 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	1.02 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.50 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.06 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	2	-	7.67 <sup>+0.83</sup> <sub>-0.57</sub>	1.01	4.83 ± 0.74	3.42 ± 0.58	3.75 ± 0.63
164507	0.07	3.75 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.38 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	2.58 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.12</sub>	1.16 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	2	-	3.52 <sup>+0.38</sup> <sub>-0.12</sub>	1.01	1.83 ± 0.66	1.21 ± 0.45	3.16 ± 0.70
164595	-0.06	4.40 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	0.99 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.00 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.76 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	4.66 <sup>+2.14</sup> <sub>-1.96</sub>	0.57	5.32 ± 0.55	4.91 ± 0.46	5.96 ± 0.42
165185	-0.02	4.45 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.04 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.00 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.71 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	GUMa	0.40 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.00</sub>	0.06	9.50 ± 0.48	11.07 ± 0.48	9.53 ± 0.45
165499	-0.20	4.25 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.01 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.20 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.91 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	7.17 <sup>+0.85</sup> <sub>-0.85</sub>	0.93	4.06 ± 0.49	3.67 ± 0.43	3.94 ± 0.46
171990	-0.13	3.90 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	1.17 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.95 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.16 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	2	-	5.65 <sup>+0.75</sup> <sub>-0.45</sub>	1.07	2.19 ± 0.66	2.30 ± 0.45	2.21 ± 0.70
172051	-0.26	4.50 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.91 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	0.88 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	0.71 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	4.05 <sup>+2.15</sup> <sub>-2.15</sub>	0.40	5.23 ± 0.72	5.40 ± 0.58	6.01 ± 0.62
177565	0.15	4.45 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.00 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	0.95 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.71 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	3.34 <sup>+1.84</sup> <sub>-1.84</sub>	0.42	5.00 ± 0.66	5.38 ± 0.45	6.37 ± 0.70
179949	0.14	4.30 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	1.17 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.23 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.08</sub>	0.76 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	2.51 <sup>+0.99</sup> <sub>-0.71</sub>	0.48	3.67 ± 0.68	4.94 ± 0.46	5.56 ± 0.71
181321	-0.04	4.50 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	0.98 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	0.90 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.66 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	Castor	0.20 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.00</sub>	0.02	12.10 ± 0.61	16.08 ± 0.41	13.83 ± 0.67
182572	0.37	4.15 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.07 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.40 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.01 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	2	-	8.17 <sup>+1.57</sup> <sub>-1.57</sub>	1.23	0.56 ± 0.43	1.53 ± 0.42	3.27 ± 0.62
187013	-0.19	4.10 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.22 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	1.60 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.91 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	3.96 <sup>+0.64</sup> <sub>-0.46</sub>	0.83	0.20 ± 0.72	1.52 ± 0.49	0.42 ± 0.73
187691	-0.01	4.10 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	1.17 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.06</sub>	1.55 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.96 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	-	4.96 <sup>+0.94</sup> <sub>-0.66</sub>	0.94	2.08 ± 0.66	2.76 ± 0.45	2.44 ± 0.70

APÊNDICE A. APÊNDICE: TRIPLETO INFRAVERMELHO DO CA II 203

Tabela A.2 continuação

HD	[Fe/H]	log(g)	M/M <sub>☉</sub>	R/R <sub>☉</sub>	R/R <sub>T0</sub>	Ev <sub>ol</sub>	Info	t	t/t <sub>T0</sub>	F <sub>T1</sub> <sup>II</sup>	F <sub>T2</sub> <sup>II</sup>	F <sub>T3</sub> <sup>II</sup>
187923	-0.23	4.00 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	0.97 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.55 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.21 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	2	-	10.51 <sup>+0.69</sup> <sub>-0.41</sub>	1.25	3.91 ± 0.66	2.52 ± 0.45	3.81 ± 0.70
188376	0.02	3.60 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1.53 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	3.10 <sup>+0.25</sup> <sub>-0.25</sub>	1.16 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	2	-	2.53 <sup>+0.47</sup> <sub>-0.23</sub>	0.95	3.23 ± 0.63	2.28 ± 0.42	3.79 ± 0.68
189567	-0.25	4.35 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	0.91 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.02 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	0.81 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	1	-	9.50 <sup>+2.30</sup> <sub>-2.00</sub>	0.94	5.68 ± 0.69	4.87 ± 0.58	5.53 ± 0.62
190248	0.42	4.30 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	1.06 <sup>+0.02</sup> <sub>-0.03</sub>	1.15 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.86 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	6.55 <sup>+1.55</sup> <sub>-1.05</sub>	0.95	1.04 ± 0.61	1.67 ± 0.52	3.52 ± 0.54
191408	-0.45	4.60 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	0.71 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	0.68 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.08</sub>	0.66 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	8.44 <sup>+4.46</sup> <sub>-4.14</sub>	0.45	1.94 ± 0.43	-	2.81 ± 0.42
193307	-0.35	4.10 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.01 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.45 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.06 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	2	-	7.98 <sup>+0.92</sup> <sub>-0.58</sub>	1.04	4.45 ± 0.71	3.70 ± 0.59	3.54 ± 0.64
195564	0.01	3.95 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	1.09 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.75 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.26 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	2	-	7.72 <sup>+0.32</sup> <sub>-0.32</sub>	1.23	2.86 ± 0.66	3.29 ± 0.45	4.00 ± 0.70
195838	-0.34	4.00 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	1.06 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.65 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.11 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	2	-	6.86 <sup>+0.74</sup> <sub>-0.46</sub>	1.01	0.83 ± 0.74	0.37 ± 0.51	0.12 ± 0.75
196050	0.26	4.15 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1.15 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.43 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.12</sub>	0.91 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	-	5.63 <sup>+0.97</sup> <sub>-0.73</sub>	1.01	2.54 ± 0.68	1.00 ± 0.46	1.92 ± 0.70
196378	-0.35	3.90 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	1.14 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.93 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	1.21 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	2	-	5.47 <sup>+0.43</sup> <sub>-0.17</sub>	0.97	4.81 ± 0.47	2.98 ± 0.43	3.45 ± 0.43
196755	-0.02	3.65 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	1.47 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	2.90 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.11 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	2	Bin/hdl96794	3.00 <sup>+0.50</sup> <sub>-0.50</sub>	1.01	2.17 ± 0.71	1.32 ± 0.58	2.96 ± 0.61
196761	-0.15	4.55 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	0.88 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	0.80 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.66 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	2.40 <sup>+2.20</sup> <sub>-1.60</sub>	0.22	5.38 ± 0.75	5.22 ± 0.47	6.72 ± 0.68
196800	0.15	4.25 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.09 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.25 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.86 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	-	5.51 <sup>+0.99</sup> <sub>-0.60</sub>	0.88	3.86 ± 0.48	-	3.77 ± 0.44
196885	0.03	4.15 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	1.17 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.45 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.86 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	-	4.41 <sup>+0.51</sup> <sub>-0.60</sub>	0.84	1.77 ± 0.70	2.31 ± 0.48	3.79 ± 0.73
197210	-0.02	4.45 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	0.95 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	0.93 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	0.71 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	-	4.15 <sup>+2.85</sup> <sub>-2.55</sub>	0.46	6.79 ± 0.82	9.98 ± 0.71	9.55 ± 0.72
198802	0.02	3.85 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.25 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	2.15 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.16 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	2	-	4.68 <sup>+0.42</sup> <sub>-0.18</sub>	1.06	2.91 ± 0.64	3.36 ± 0.43	3.82 ± 0.69
199288	-0.49	4.35 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	0.85 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	0.95 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	0.81 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	-	10.12 <sup>+2.18</sup> <sub>-1.92</sub>	0.85	5.43 ± 0.84	5.15 ± 0.72	5.11 ± 0.74
199960	0.20	4.20 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	1.14 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.35 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.86 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	-	5.03 <sup>+0.87</sup> <sub>-0.63</sub>	0.89	2.04 ± 0.50	1.99 ± 0.50	3.07 ± 0.46
203608	-0.75	4.30 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.90 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.10 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.86 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	7.25 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	0.69	4.60 ± 1.15	1.84 ± 0.59	3.21 ± 0.70
206301	-0.15	3.60 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1.48 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	3.00 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.16 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	2	-	2.71 <sup>+0.29</sup> <sub>-0.10</sub>	0.93	8.31 ± 0.65	8.73 ± 0.44	9.44 ± 0.70
206860	-0.07	4.45 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.04 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.00 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.71 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	1	-	1.71 <sup>+1.10</sup> <sub>-1.10</sub>	0.24	9.04 ± 0.59	15.70 ± 0.48	11.39 ± 0.59
207043	0.05	4.45 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	1.00 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	0.95 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.71 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	2.38 <sup>+1.92</sup> <sub>-1.58</sub>	0.30	6.19 ± 0.49	-	7.50 ± 0.45
207129	-0.10	4.30 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	0.98 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.10 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.86 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	7.81 <sup>+2.09</sup> <sub>-1.61</sub>	0.95	4.79 ± 0.63	4.50 ± 0.42	5.16 ± 0.68
209100	-0.07	4.60 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	0.72 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	0.68 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	0.71 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	7.01 <sup>+4.39</sup> <sub>-4.01</sub>	0.39	3.70 ± 0.41	-	4.74 ± 0.40
210918	-0.07	4.30 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.98 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.15 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.86 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	-	8.45 <sup>+1.35</sup> <sub>-1.25</sub>	1.03	4.69 ± 0.48	4.83 ± 0.43	5.53 ± 0.45
211415	-0.21	4.35 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	0.97 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.05 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.81 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	6.51 <sup>+1.79</sup> <sub>-1.61</sub>	0.76	5.73 ± 0.47	4.83 ± 0.42	5.71 ± 0.44
212330	-0.07	3.95 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.07 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.75 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.26 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	2	-	8.17 <sup>+0.35</sup> <sub>-0.35</sub>	1.23	3.23 ± 0.74	3.48 ± 0.51	4.06 ± 0.75
213429	-0.13	4.25 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	1.06 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.25 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.86 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	-	5.58 <sup>+0.67</sup> <sub>-0.67</sub>	0.83	4.71 ± 0.69	3.94 ± 0.47	3.95 ± 0.71
213575	-0.17	4.10 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.96 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.45 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.11 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	2	-	11.09 <sup>+0.91</sup> <sub>-0.69</sub>	1.28	6.98 ± 0.85	7.14 ± 0.73	7.58 ± 0.74
214953	0.05	4.30 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.13 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.23 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	0.81 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	3.59 <sup>+1.11</sup> <sub>-0.89</sub>	0.62	3.19 ± 0.57	-	3.41 ± 0.50
216385	-0.27	3.95 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.27 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	1.95 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.06 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	2	-	3.68 <sup>+0.72</sup> <sub>-0.48</sub>	0.86	2.88 ± 0.72	2.46 ± 0.49	1.33 ± 0.73
216435	0.18	4.00 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1.25 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.06</sub>	1.75 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.96 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	-	4.78 <sup>+0.72</sup> <sub>-0.48</sub>	1.06	1.13 ± 0.76	1.86 ± 0.52	3.07 ± 0.76
216436	0.05	4.40 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.00 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.05 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.76 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	-	5.49 <sup>+2.61</sup> <sub>-2.39</sub>	0.69	6.69 ± 0.43	-	6.98 ± 0.42
216437	0.24	4.10 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1.15 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	1.50 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.96 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	-	5.84 <sup>+1.16</sup> <sub>-0.34</sub>	1.05	2.10 ± 0.70	3.03 ± 0.47	3.08 ± 0.72
217014	0.19	4.30 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	1.04 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.15 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.86 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	6.77 <sup>+1.17</sup> <sub>-1.17</sub>	0.95	2.91 ± 0.66	3.48 ± 0.44	4.29 ± 0.70

APÊNDICE A. APÊNDICE: TRIPLETO INFRAVERMELHO DO CA II 204

Tabela A.2 continuação

HD	[Fe/H]	log(g)	M/M <sub>☉</sub>	R/R <sub>☉</sub>	R/R <sub>T0</sub>	Ev <sub>ol</sub>	Info	t	t/t <sub>T0</sub>	J <sub>T1</sub> <sup>h</sup>	J <sub>T2</sub> <sup>h</sup>	J <sub>T3</sub> <sup>h</sup>
219077	-0.13	3.85 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	1.07 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.95 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.41 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	2	-	8.03 <sup>+0.57</sup> <sub>-0.23</sub>	1.21	3.36 ± 0.84	4.96 ± 0.73	4.99 ± 0.74
219834	0.29	3.85 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	1.22 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	2.10 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1.21 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	2	-	5.64 <sup>+0.86</sup> <sub>-0.64</sub>	1.18	1.69 ± 0.66	2.33 ± 0.45	3.86 ± 0.70
221343	-0.01	4.40 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	0.99 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.00 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.76 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	4.59 <sup>+2.61</sup> <sub>-2.49</sub>	0.57	6.90 ± 0.45	-	8.50 ± 0.46
221420	0.27	3.90 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1.29 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.06</sub>	2.00 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.06 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	2	-	4.80 <sup>+0.60</sup> <sub>-0.60</sub>	1.16	0.00 ± 0.70	0.00 ± 0.48	1.87 ± 0.73
221627	0.18	3.95 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.26 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	1.90 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.06 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	2	-	4.96 <sup>+0.74</sup> <sub>-0.66</sub>	1.13	1.36 ± 0.67	1.52 ± 0.46	2.64 ± 0.70
224022	0.05	4.15 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1.16 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	1.45 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.91 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	-	4.85 <sup>+0.85</sup> <sub>-0.85</sub>	0.89	3.20 ± 0.66	3.77 ± 0.45	3.07 ± 0.70
282962	0.00	4.50 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.01 <sup>+0.02</sup> <sub>-0.02</sub>	0.93 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.08</sub>	0.66 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	1	Plêiades	0.10 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.00</sub>	0.01	25.33 ± 0.76	36.74 ± 0.88	33.09 ± 0.80
282975	0.00	4.15 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	0.97 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.35 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.06 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	Plêiades	0.10 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.00</sub>	0.01	10.26 ± 0.62	13.67 ± 0.41	13.87 ± 0.68
BD+15 3364	0.05	4.35 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.01 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.10 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.81 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	1	-	6.40 <sup>+2.20</sup> <sub>-2.00</sub>	0.83	5.18 ± 0.43	-	6.41 ± 0.42
BD+23 527	0.00	4.45 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1.01 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	0.93 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	0.71 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	Plêiades	0.10 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.00</sub>	0.01	21.25 ± 0.84	31.21 ± 0.92	28.77 ± 0.86
102870	0.18	4.10 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.31 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.65 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.81 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	Sismologia	3.60 <sup>+0.40</sup> <sub>-0.40</sub>	0.92	0.00 ± 0.83	0.00 ± 0.71	1.14 ± 0.73
103742	0.03	4.35 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.20</sub>	1.02 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	1.15 <sup>+0.20</sup> <sub>-0.20</sub>	0.81 <sup>+0.20</sup> <sub>-0.10</sub>	1	Carina-Near	0.20 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.00</sub>	0.03	11.02 ± 0.83	15.33 ± 0.72	13.65 ± 0.73
105	0.09	4.40 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.08 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.05 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.71 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	Tuc-Hor	0.04 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.00</sub>	0.01	12.78 ± 0.72	18.34 ± 0.83	15.85 ± 0.75
107705	0.13	4.30 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1.17 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.20 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.76 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	2.74 <sup>+1.30</sup> <sub>-1.10</sub>	0.52	0.00 ± 0.97	0.17 ± 0.80	0.28 ± 0.81
11505	-0.22	4.30 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	0.95 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.10 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.86 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	9.23 <sup>+2.07</sup> <sub>-2.13</sub>	1.01	4.73 ± 0.83	3.84 ± 0.72	5.51 ± 0.73
116442	-0.41	4.60 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.76 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	0.70 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.66 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	Bin/hdl16443	1.00 <sup>+8.00</sup> <sub>-0.50</sub>	0.06	2.71 ± 0.82	3.81 ± 0.72	3.64 ± 0.74
116443	-0.38	4.60 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.74 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	0.70 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.66 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	Bin/hdl16442	1.00 <sup>+8.00</sup> <sub>-0.50</sub>	0.06	2.26 ± 0.82	4.02 ± 0.71	3.03 ± 0.72
134330	0.13	4.45 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	0.97 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	0.93 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	0.71 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	Bin/hdl34331	1.50 <sup>+3.50</sup> <sub>-0.50</sub>	0.18	4.41 ± 0.85	5.79 ± 0.73	5.63 ± 0.74
134331	0.08	4.40 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.06 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	1.05 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.76 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	Bin/hdl34330	1.50 <sup>+3.50</sup> <sub>-0.50</sub>	0.22	4.47 ± 0.84	5.27 ± 0.73	5.39 ± 0.74
135101	0.08	4.25 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.25</sub>	0.99 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	1.20 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.91 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	Bin/135101B	8.75 <sup>+1.25</sup> <sub>-1.25</sub>	1.09	3.18 ± 0.83	3.17 ± 0.72	4.20 ± 0.73
135101B	0.09	4.20 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.97 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.23 <sup>+0.23</sup> <sub>-0.23</sub>	0.96 <sup>+0.20</sup> <sub>-0.20</sub>	1	Bin/135101A	8.75 <sup>+1.25</sup> <sub>-1.25</sub>	1.01	3.88 ± 0.82	4.33 ± 0.71	6.17 ± 0.72
13612B	0.13	4.35 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1.02 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	1.17 <sup>+0.23</sup> <sub>-0.23</sub>	0.81 <sup>+0.25</sup> <sub>-0.25</sub>	1	Bin/hdl3612	3.25 <sup>+0.75</sup> <sub>-0.75</sub>	0.43	4.89 ± 1.07	4.27 ± 1.14	6.53 ± 0.77
137763	0.27	4.45 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.95 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	0.95 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.76 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	Bin/hdl37763	5.75 <sup>+3.00</sup> <sub>-2.75</sub>	0.63	3.08 ± 0.82	5.09 ± 0.71	5.72 ± 0.72
137778	0.27	4.55 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.87 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	0.80 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.66 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	Bin/hdl37763	5.75 <sup>+3.00</sup> <sub>-2.75</sub>	0.51	5.40 ± 0.84	10.18 ± 0.72	8.63 ± 0.73
140901	0.10	4.45 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.97 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	0.95 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.76 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	Bin/hdl37778	1.10 <sup>+0.20</sup> <sub>-0.20</sub>	0.13	5.61 ± 0.80	9.03 ± 0.59	7.03 ± 0.95
142860	-0.20	4.15 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1.19 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.45 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.86 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	Bin/WD	3.20 <sup>+0.60</sup> <sub>-0.60</sub>	0.62	3.14 ± 0.84	4.33 ± 0.72	4.40 ± 0.73
144087	0.05	4.45 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	0.93 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	0.90 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.71 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	Sismologia	1.00 <sup>+5.75</sup> <sub>-5.75</sub>	0.11	5.94 ± 0.84	8.37 ± 0.73	8.19 ± 0.74
144088	0.02	4.55 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	0.83 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	0.80 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.66 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	1	Bin/hdl44088	1.00 <sup>+5.75</sup> <sub>-5.75</sub>	0.08	5.80 ± 0.82	9.58 ± 0.71	8.66 ± 0.72
145809	-0.24	4.00 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1.03 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.60 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.16 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	2	Bin/hdl44087	1.00 <sup>+0.85</sup> <sub>-0.85</sub>	0.08	5.80 ± 0.82	9.58 ± 0.71	8.66 ± 0.72
1466	0.10	4.40 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.13 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.10 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.71 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	Tuc-Hor	8.39 <sup>+0.59</sup> <sub>-0.59</sub>	1.14	4.19 ± 0.85	3.93 ± 0.73	4.62 ± 0.74
162255	0.09	4.20 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.07 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	1.35 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.96 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	-	0.04 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.00</sub>	0.01	13.40 ± 0.75	20.55 ± 0.86	17.49 ± 0.77
165341A	0.07	4.40 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	0.88 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	0.93 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	0.96 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	6.53 <sup>+1.77</sup> <sub>-1.23</sub>	0.99	3.31 ± 0.84	3.10 ± 0.72	4.50 ± 0.73
188815	-0.53	4.20 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1.06 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	1.30 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.08</sub>	0.76 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	-	10.90 <sup>+2.34</sup> <sub>-2.26</sub>	0.99	6.03 ± 0.82	9.08 ± 0.71	8.08 ± 0.72
190613	0.01	4.35 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.02 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	1.10 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.91 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	5.13 <sup>+1.17</sup> <sub>-0.93</sub>	0.75	5.17 ± 0.85	5.45 ± 0.73	5.34 ± 0.74
19423	-0.08	4.20 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1.01 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.25 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.81 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	-	6.09 <sup>+2.41</sup> <sub>-2.19</sub>	0.82	3.46 ± 0.93	3.96 ± 0.78	5.26 ± 0.80
					0.91 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	1	-	7.52 <sup>+1.12</sup> <sub>-1.12</sub>	0.98	5.29 ± 0.83	5.28 ± 0.71	5.78 ± 0.73

APÊNDICE A. APÊNDICE: TRIPLETO INFRAVERMELHO DO CA II 205

Tabela A.2 continuação

HD	[Fe/H]	log(g)	M/M <sub>☉</sub>	R/R <sub>☉</sub>	R/R <sub>T0</sub>	Ev <sub>ol</sub>	Info	t	t/t <sub>T0</sub>	F <sub>T1</sub> <sup>h</sup>	F <sub>T2</sub> <sup>h</sup>	F <sub>T3</sub> <sup>h</sup>
19467	-0.15	4.25 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	0.96 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.15 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.91 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	9.21 <sup>+1.39</sup> <sub>-1.31</sub>	1.05	5.21 ± 0.84	4.39 ± 0.72	5.20 ± 0.73
196067	0.23	4.00 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.10</sub>	1.29 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.09</sub>	1.80 <sup>+0.20</sup> <sub>-0.20</sub>	0.91 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	Bin/hd196068	4.25 <sup>+0.50</sup> <sub>-0.50</sub>	1.02	2.47 ± 1.02	3.11 ± 1.01	3.81 ± 1.03
196068	0.31	4.30 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.25</sub>	1.19 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.08</sub>	1.35 <sup>+0.27</sup> <sub>-0.27</sub>	0.81 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	Bin/hd196067	4.25 <sup>+0.50</sup> <sub>-0.50</sub>	0.83	0.00 ± 1.68	1.40 ± 2.00	1.84 ± 1.86
196794	0.02	4.55 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.80 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.03</sub>	0.77 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	0.66 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	1	Bin/hd196755	3.00 <sup>+0.50</sup> <sub>-0.50</sub>	0.22	3.41 ± 0.66	5.12 ± 0.80	6.24 ± 0.70
197963	0.11	3.75 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1.64 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	2.70 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	0.91 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	Bin/hd197964	2.25 <sup>+0.75</sup> <sub>-0.50</sub>	1.00	0.00 ± 0.85	0.00 ± 0.88	0.00 ± 0.81
197964	0.14	3.00 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.15</sub>	1.48 <sup>+0.18</sup> <sub>-0.14</sub>	0.50 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.10</sub>	1.96 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.15</sub>	2	Bin/hd197963	2.25 <sup>+0.75</sup> <sub>-0.50</sub>	0.77	3.97 ± 0.69	5.19 ± 0.81	4.75 ± 0.72
199868	-0.14	4.25 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1.11 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.25 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.86 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	4.20 <sup>+1.30</sup> <sub>-1.30</sub>	0.69	2.15 ± 0.83	1.19 ± 0.72	1.88 ± 0.73
202917	0.10	4.50 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	0.96 <sup>+0.02</sup> <sub>-0.02</sub>	0.88 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	0.66 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	1	Tuc-Hor	0.04 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.00</sub>	0.00	19.48 ± 0.73	28.13 ± 0.85	24.27 ± 0.76
21019	-0.36	3.75 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1.12 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	2.23 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.12</sub>	1.46 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	2	-	5.91 <sup>+0.59</sup> <sub>-0.41</sub>	1.00	5.75 ± 0.86	5.80 ± 0.74	7.04 ± 0.75
211038	-0.21	3.55 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1.02 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	2.67 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.12</sub>	1.96 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.30</sub>	2	-	9.95 <sup>+2.55</sup> <sub>-2.25</sub>	1.32	1.76 ± 0.82	2.49 ± 0.71	2.09 ± 0.72
212231	-0.30	4.15 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	0.94 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.30 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.01 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	2	-	10.25 <sup>+1.95</sup> <sub>-1.75</sub>	1.11	2.35 ± 0.84	1.13 ± 0.72	1.59 ± 0.73
216803	0.00	4.60 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	0.73 <sup>+0.02</sup> <sub>-0.02</sub>	0.68 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.08</sub>	0.71 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1	Bin/Fomalhaut	0.40 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.02	8.19 ± 0.66	9.38 ± 0.80	5.81 ± 0.70
220096	0.03	3.00 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.15</sub>	1.96 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.02</sub>	0.50 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.10</sub>	0.01 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.05</sub>	2	GUMa	0.40 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.00</sub>	0.28	7.43 ± 0.69	11.30 ± 0.58	10.15 ± 0.61
221146	0.12	4.15 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1.12 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	1.40 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.91 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	5.42 <sup>+1.28</sup> <sub>-1.28</sub>	0.93	3.13 ± 0.82	4.17 ± 0.71	4.89 ± 0.72
22918	0.05	3.50 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.08 <sup>+0.09</sup> <sub>-0.09</sub>	2.95 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1.96 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.40</sub>	2	-	9.27 <sup>+3.03</sup> <sub>-2.67</sub>	1.44	0.30 ± 0.82	2.22 ± 0.71	1.35 ± 0.72
23158	0.00	4.30 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.21 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.25 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.71 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1	Plêiades	0.10 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.00</sub>	0.02	17.34 ± 0.79	28.10 ± 0.88	26.72 ± 0.81
23195	0.00	4.30 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	1.17 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.04</sub>	1.23 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.08</sub>	0.76 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	Plêiades	0.10 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.00</sub>	0.02	16.98 ± 0.99	26.67 ± 0.99	24.98 ± 0.94
23713	0.00	4.15 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.20 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	1.50 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.86 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	Plêiades	0.10 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.00</sub>	0.02	12.44 ± 2.99	17.53 ± 4.71	16.51 ± 4.77
25535	-0.05	3.85 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1.23 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	2.08 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.13</sub>	1.16 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	2	Bin/WD	4.84 <sup>+0.47</sup> <sub>-0.21</sub>	1.04	4.61 ± 0.83	5.07 ± 0.72	5.35 ± 0.73
26965	-0.27	4.55 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.15</sub>	0.80 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	0.77 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.07</sub>	0.66 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	Bin/WD	5.00 <sup>+1.10</sup> <sub>-1.00</sub>	0.36	3.42 ± 0.83	3.83 ± 0.72	4.26 ± 0.73
27406	0.13	4.35 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1.14 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.12 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	0.71 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	1	Híades	0.62 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.00</sub>	0.11	8.52 ± 0.81	14.56 ± 0.89	12.75 ± 0.81
27836	0.13	4.30 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1.08 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.15 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.81 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	Híades	0.62 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.00</sub>	0.10	10.82 ± 0.82	17.15 ± 0.89	14.78 ± 0.82
28068	0.10	4.40 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1.03 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.00 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.76 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	Híades	0.62 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.00</sub>	0.09	10.37 ± 0.84	14.94 ± 0.90	13.59 ± 0.83
282973	0.00	4.35 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1.16 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.12 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	0.71 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	Plêiades	0.10 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.00</sub>	0.02	9.79 ± 0.74	15.96 ± 0.84	14.35 ± 0.76
29263	0.04	4.30 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.02 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.15 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.86 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	-	7.14 <sup>+1.86</sup> <sub>-1.64</sub>	0.94	3.53 ± 0.85	1.67 ± 0.73	5.41 ± 0.75
23269	0.00	4.35 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	1.15 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.15 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.71 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1	Plêiades	0.10 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.00</sub>	0.02	10.06 ± 0.77	16.87 ± 0.87	15.09 ± 0.79
32724	-0.17	4.15 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1.02 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.35 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.18</sub>	0.96 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	-	7.94 <sup>+1.86</sup> <sub>-1.73</sub>	1.04	4.54 ± 0.86	3.62 ± 0.73	4.93 ± 0.75
35722	-0.20	4.35 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1.08 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.18 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.76 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	1	Bin/hd35736	3.75 <sup>+2.50</sup> <sub>-1.75</sub>	0.58	2.17 ± 0.87	3.20 ± 0.74	4.00 ± 0.75
38393	-0.08	4.30 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.20 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.25 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.71 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1	GUMa	0.40 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.00</sub>	0.08	4.07 ± 0.72	5.61 ± 0.82	11.57 ± 0.75
38529	0.46	3.75 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1.40 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	2.52 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.12</sub>	1.11 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	2	Sismologia	3.30 <sup>+0.30</sup> <sub>-0.30</sub>	0.99	0.00 ± 0.83	0.01 ± 0.71	0.77 ± 0.73
52265	0.19	4.25 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1.19 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.30 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.76 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	2.96 <sup>+1.04</sup> <sub>-0.86</sub>	0.58	0.42 ± 0.86	3.02 ± 0.74	2.97 ± 0.75
5349	0.44	3.90 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1.01 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.77 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.12</sub>	1.41 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	2	-	12.19 <sup>+1.31</sup> <sub>-0.99</sub>	1.58	0.00 ± 0.84	0.00 ± 0.72	0.00 ± 0.73
53706	-0.27	4.50 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	0.82 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	0.80 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.71 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	Bin/hd53705	9.25 <sup>+1.25</sup> <sub>-0.50</sub>	0.71	3.66 ± 0.86	4.11 ± 0.74	4.17 ± 0.75
69897	-0.23	4.25 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.15 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.30 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.81 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	-	3.62 <sup>+1.08</sup> <sub>-0.72</sub>	0.65	2.85 ± 0.91	3.44 ± 0.76	3.41 ± 0.78
71479	0.21	4.25 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.12 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.30 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.86 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	-	5.11 <sup>+1.10</sup> <sub>-1.01</sub>	0.86	2.10 ± 0.85	3.86 ± 0.73	3.95 ± 0.74

Tabela A.2 continuação

HD	[Fe/H]	log(g)	M/M <sub>⊙</sub>	R/R <sub>⊙</sub>	R/R <sub>TO</sub>	Evol	Info	t	t/t <sub>TO</sub>	$\mathcal{F}_{T1}''$	$\mathcal{F}_{T2}''$	$\mathcal{F}_{T3}''$
75289	0.22	4.30 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.19 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	1.25 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.76 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	2.79 <sup>+1.11</sup> <sub>-0.79</sub>	0.55	1.65 ± 0.87	5.86 ± 0.74	1.52 ± 0.75
hip90223	-0.09	4.25 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1.06 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	1.25 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.91 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	-	5.88 <sup>+1.12</sup> <sub>-1.08</sub>	0.86	4.31 ± 0.89	5.36 ± 0.76	5.15 ± 0.77
hip9243	-0.06	3.40 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1.39 <sup>+0.11</sup> <sub>-0.11</sub>	3.70 <sup>+0.30</sup> <sub>-0.30</sub>	1.56 <sup>+0.25</sup> <sub>-0.25</sub>	2	Bin/hip9243	2.75 <sup>+1.00</sup> <sub>-0.50</sub>	0.80	2.96 ± 0.67	3.39 ± 0.80	4.30 ± 0.71
hip9247	-0.19	4.10 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1.14 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	1.50 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	0.96 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1	Bin/hip9247	2.75 <sup>+1.00</sup> <sub>-0.50</sub>	0.48	8.55 ± 0.72	12.50 ± 0.83	10.81 ± 0.75
hip93827	-0.57	4.20 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	0.92 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.05</sub>	1.20 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.91 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.05</sub>	1	-	9.70 <sup>+1.90</sup> <sub>-1.30</sub>	0.98	5.93 ± 1.09	9.93 ± 0.91	7.11 ± 0.92
hd35736	-0.04	3.90 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.15</sub>	1.53 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.04</sub>	2.20 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	0.81 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	1	Bin/hd35722	3.75 <sup>+0.75</sup> <sub>-0.50</sub>	1.40	0.24 ± 0.85	3.27 ± 0.73	3.12 ± 0.74
Sol	0.00	4.40 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	1.00 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.00</sub>	0.98 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.08</sub>	0.76 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.05</sub>	1	Sismologia	4.57 <sup>+0.00</sup> <sub>-0.00</sub>	0.58	4.86 ± 0.44	5.69 ± 0.43	5.83 ± 0.44

## Apêndice B

---

### Os Índices $\log(R'_{HK})$

---

O índice S de MW é definido pela razão entre as contagens eletrônicas somadas das linhas H & K ( $N_K + N_H$ ) e de duas regiões de pseudo-contínuo equidistantes situadas em 3900 Å ( $N_V$ ) e 4000 Å ( $N_R$ ):

$$S \propto \frac{N_K + N_H}{N_V + N_R}. \quad (\text{B.1})$$

Por se tratar de uma medida relativa ao contínuo normalizado, os índices S apresentam dependências de tipo espectral, já que a distribuição de fluxo do contínuo estelar responde principalmente às diferenças em temperatura efetiva. Portanto, dada uma contagem de fluxo fixa referente aos centros das linhas H & K, estrelas mais frias apresentarão contribuições menores do contínuo tornando, conseqüentemente, maiores seus índices S. Esta correlação pode ser observada na figura B.1 que relaciona índices S com a fotometria estelar.

Apesar deste forte efeito, a contribuição do contínuo térmico pode ser corrigida aplicando as correções denominadas de  $C_{cf}$  presentes em Middelkoop (1982):

$$\log(C_{cf}) = 1.13(B - V)^3 - 3.91(B - V)^2 + 2.84(B - V) - 0.47. \quad (\text{B.2})$$

Este procedimento permite, a partir de informações apenas sobre o índice de cor (B-V) e  $S_{MW}$ , derivar a quantidade  $R_{HK}$  ( $F_{HK}/\sigma T_{ef}^4$ )

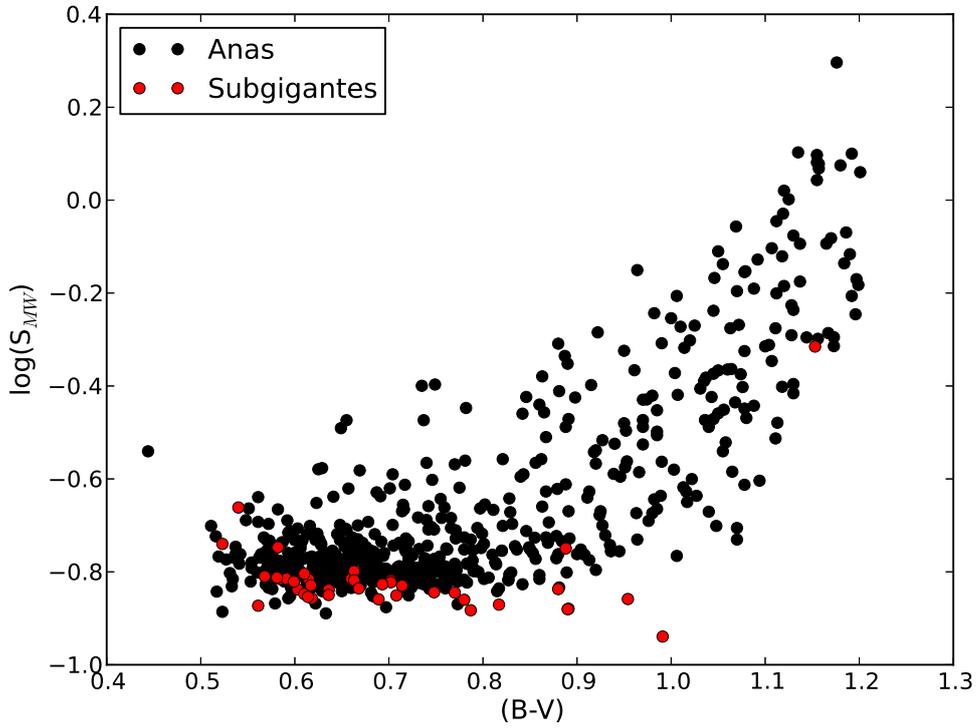


Figura B.1: Correlação entre índice de cor e os  $S_{MW}$ . Subgigantes são mostradas em círculos vermelhos, as anãs em círculos pretos.

onde:

$$R_{\text{HK}} = 1.34 \times 10^{-4} C_{\text{cf}} S_{\text{MW}}. \quad (\text{B.3})$$

Na metodologia empregada para cálculo dos índices  $S$ , a largura central das bandas de passagens referentes aos centros das linhas H & K não coletam apenas o fluxo advindo de camadas cromosféricas. A partir da figura B.2, vemos a componente fotosférica anticorrelacionada com o índice de cor (B-V) (positivamente correlacionado com  $T_{\text{ef}}$ ), de forma análoga à figura 3.7 mostrada no capítulo 3 para o Ca II IRT. Na calibração de MW, a contribuição residual fotosférica é estimada em 50% dos valores de  $S_{MW}$  (Rutten 1984), demandando uma correção denominada  $R_{\text{phot}}$ :

$$\log(R_{\text{phot}}) = -4.898 + 1.918(B - V)^2 - 2.893(B - V)^3.. \quad (\text{B.4})$$

$R_{\text{HK}}$  trata-se de um índice normalizado dado pela razão entre a contribuição dos fluxos totais das linhas H & K ( $F_{\text{HK}}$ ) e o fluxo bolométrico ( $\sigma T_{\text{ef}}^4$ ). A correção fotosférica tem por objetivo delimitar,

para cada valor de temperatura efetiva, os mínimos de fluxos originários puramente de efeitos térmicos, os quais são característicos de porções da atmosfera estelar abaixo da região de mínimo de temperatura, onde existe a transição entre fotosfera e cromosfera estelar (veja a discussão sobre a correção fotosférica do capítulo 3). Portanto, ao final, um índice cromosférico normalizado pôde ser obtido através da relação:

$$R'_{\text{HK}} = R_{\text{HK}} - R_{\text{phot}}, \quad (\text{B.5})$$

onde

$$\log(R'_{\text{HK}}) = \log\left(\frac{F'_{\text{HK}}}{\sigma T_{\text{ef}}^4}\right). \quad (\text{B.6})$$

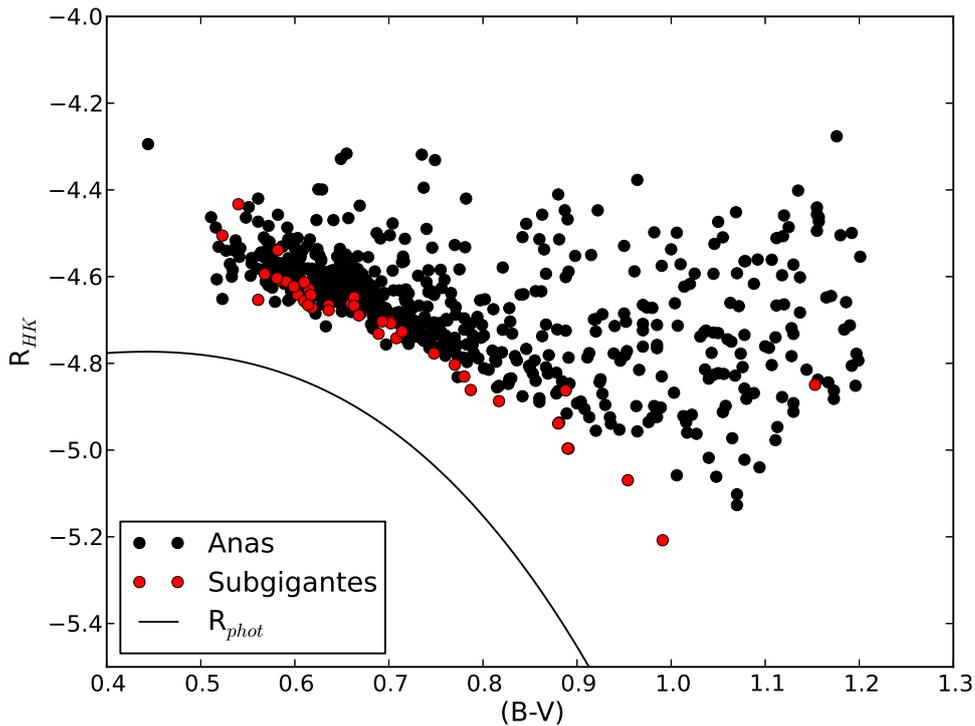


Figura B.2: Correlação fotosférica do sistema de MW. Subgigantes são os círculos vermelhos e as anãs em círculos pretos. A curva sólida mostrada foi construída a partir da equação B.4.

Toda calibração e correção fotosférica empregada na obtenção dos índices  $\log(R'_{\text{HK}})$  são ancoradas na fotometria e desconsideram, ao longo de todas as etapas, a influência da metalicidade. Provavelmente, este efeito deva ser semelhante em magnitude ou até superior

ao que foi encontrado para o tripleto infravermelho do Ca II. Sendo assim, é desejável que, em uma abordagem futura, sejam rederivadas as relações de conversão entre o índice S e  $\log(R'_{\text{HK}})$  adicionando novas dimensões como metalicidade, massa ou  $\log(g)$  tanto à correção fotosférica quanto nas quantidades  $C_{\text{cf}}$ .

Por fim, na figura B.3 evidenciamos as dependências finais dos índices  $\log(R'_{\text{HK}})$  em função da massa estelar (painel superior) e composição química (painel inferior). Em suma, são observadas ligeiras anticorrelações com o nível de atividade de acordo com Mamajek & Hillenbrand (2008) e Rocha-Pinto & Maciel (1998a) indicando que estrelas de maior massa são menos ativas provavelmente por sua menor eficiência convectiva (Lyra & Porto de Mello 2005). No caso da metalicidade, estrelas ricas tendem a ser menos ativas, ao contrário das pobres em metais. Este comportamento é inverso ao observado por  $H\alpha$  que deve ser regido apenas por efeitos estruturais relacionados à eficiência convectiva (Lyra & Porto de Mello 2005). No caso das linhas do Ca II, acredita-se que a dependência do perfil seja ditada majoritariamente pela metalicidade estelar. Discutimos em detalhes no capítulo 4 as dependências de massa e metalicidade no grau de atividade estelar e na determinação de idades cromosféricas.

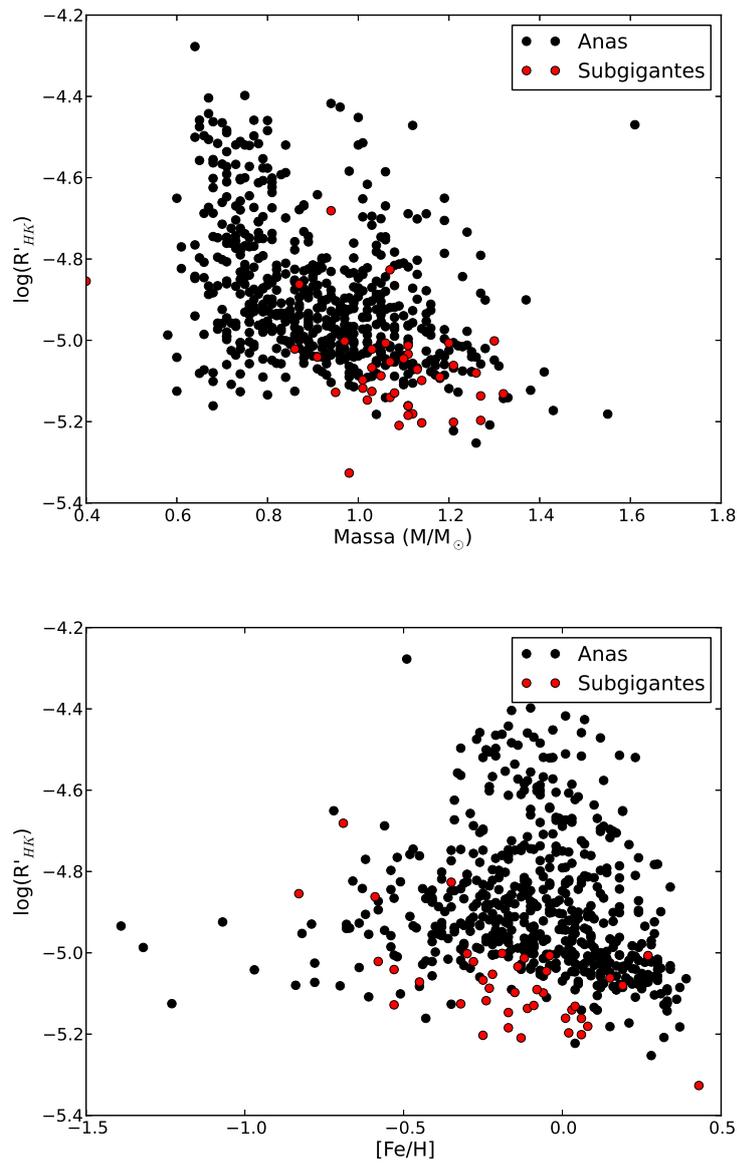


Figura B.3: São mostradas as relações atividade-massa e atividade-metalicidade. Tanto massa quanto a metalicidade aparentam ser anticorrelacionadas com o grau de atividade cromosférica estelar.

## Apêndice C

---

### Parâmetros das Anãs M

---

Tabela C.1: Coeficientes regressivos para o cálculo dos fluxos absolutos no contínuo estelar para 2 regiões de referência no óptico e 4 no infravermelho próximo. Nas últimas duas linhas temos os erros de ajuste e o índice de correlação múltipla  $R^2$ .

	6504.95-6507.55 Å	6614.49-6616.15 Å	8474.5-8476.0 Å	8484.0-8487.0 Å	8594.0-8595.5 Å	8617.0-8618.5 Å
$\beta_0$	776.731	1013.988	-7118.629	333.463	93.564	22.059
$\beta_1$	-446.016	-581.574	6172.039	-193.05	-56.799	-15.008
$\beta_2$	-195.352	-247.308	-119.127	-103.64	-44.986	-30.735
$\beta_3$	207.348	279.5	109.864	69.315	-3.263	-4.27
$\beta_4$	110.885	140.453	67.906	59.225	26.044	17.627
$\beta_5$	-116.783	-155.894	-62.402	-39.596	0.679	1.006
$\beta_6$	-1.31	-2.786	-0.87	-0.698	-0.166	0.237
$\beta_7$	64.382	83.734	-1783.829	28.284	8.953	2.909
$\beta_8$	-0.03	-0.03	-0.061	-0.106	-0.098	-0.012
$\beta_9$	4.888	7.165	1.397	1.338	-0.269	-2.347
$\beta_{10}$	-15.707	-19.912	-9.658	-8.409	-3.722	-2.515
$\beta_{11}$	16.325	21.596	8.774	5.572	0	0
$\beta_{12}$	0	0	0.012	0	0	0
$\beta_{13}$	-0.038	-0.043	-0.03	-0.029	-0.025	-0.021
$\beta_{14}$	-1.493	-2.154	-0.476	-0.459	0	0.608
$\beta_{15}$	0.064	0.076	0.049	0.047	0.042	0.034
$\beta_{16}$	0.497	0.933	0.344	0.291	0.127	0
$\beta_{17}$	0	0	171.971	0	0	0
$\beta_{18}$	0	0	0	0.006	0.006	0
$\beta_{19}$	0	0.016	0	-0.021	-0.039	0
$\sigma$	0.011	0.015	0.008	0.008	0.006	0.005
$R^2$	0.998	0.997	0.998	0.998	0.999	0.999

Tabela C.1 continuação

6504.95-6507.55 Å	6614.49-6616.15 Å	8474.5-8476.0 Å	8484.0-8487.0 Å	8594.0-8595.5 Å	8617.0-8618.5 Å
-------------------	-------------------	-----------------	-----------------	-----------------	-----------------

Tabela C.2: Reunimos na primeira coluna a identificação estelar. Os índices de cor observados ( $V - K$ ) e os derivados a partir das isócronas ( $(V - K)^{\text{iso}}$ ) são listados nas colunas 2 e 3. Nas quarta e quinta colunas, temos a diferença entre as medidas computadas nas colunas 2 e 3 e o cálculo de metalicidades seguindo a equação 5.10, respectivamente.

Estrela	$(V - K)$	$(V - K)^{\text{iso}}$	$\Delta(V - K)$	[Fe/H]
GL382	4.25	3.91	0.34	0.02
GL410	3.88	3.75	0.13	-0.09
GL411	4.27	4.38	-0.12	-0.24
GJ536	4.02	4.01	0.01	-0.16
GJ568A	5.09	4.58	0.51	0.12
GL569	4.38	4.13	0.25	-0.03
GJ606	4.14	3.97	0.17	-0.07
GJ617B	4.62	4.18	0.44	0.08
GJ628	5.00	4.81	0.18	-0.07
GJ643	5.02	5.39	-0.36	-0.38
GL669A	4.87	4.30	0.57	0.15
GL699	4.99	5.76	-0.78	-0.61
GJ725B	4.69	5.02	-0.33	-0.36
GJ793	4.75	4.51	0.24	-0.03
GJ809	3.98	3.79	0.19	-0.06
GJ835	3.85	3.73	0.12	-0.10
GJ860A	5.02	4.73	0.29	-0.01
GJ873	4.90	4.72	0.19	-0.06
GJ880	4.12	3.77	0.35	0.03
GJ905	6.35	5.96	0.39	0.05
GJ1289	5.44	5.33	0.12	-0.10
GJ908	3.95	4.34	-0.39	-0.39
GJ729	5.12	5.58	-0.46	-0.43
GJ9520	4.25	3.86	0.39	0.05
GJ1170	3.88	4.01	-0.13	-0.24
GJ205	3.93	3.71	0.22	-0.05
GJ212	4.11	3.72	0.39	0.05
GJ226	4.43	4.37	0.06	-0.14
GJ250	4.33	4.25	0.08	-0.13
GJ273	5.01	4.85	0.17	-0.07
GJ277	5.03	4.47	0.56	0.15
GJ361	4.24	4.15	0.10	-0.11
GJ362	4.89	4.36	0.53	0.13
GJ390	4.11	3.93	0.18	-0.07
GL388	4.81	4.34	0.47	0.10
GL406	7.42	6.75	0.68	0.22
GL521	3.98	4.03	-0.06	-0.20
GL625	4.34	4.72	-0.38	-0.39
GL649	4.03	3.92	0.12	-0.10

Tabela C.2 continuação

Estrela	$(V - K)$	$(V - K)^{\text{iso}}$	$\Delta(V - K)$	[Fe/H]
GJ687	4.60	4.41	0.19	-0.06
GJ654	4.10	4.13	-0.04	-0.19
GJ701	4.05	4.14	-0.08	-0.22

Tabela C.3: Fluxos cromosféricos e parâmetros atmosféricos utilizados no capítulo 5. A primeira coluna é a identificação estelar. As 6 colunas seguintes são  $T_{\text{ef}}$ ,  $[\text{Fe}/\text{H}]$  e  $\log(\text{g})$  adotados, com suas respectivas incertezas internas. Os fluxos cromosféricos e erros internos de  $\text{H}\alpha$  e do Ca II IRT. Separamos nas duas últimas linhas as anãs K.

ID	$T_{\text{ef}}^{\text{adotada}}$	$\sigma(T_{\text{ef}})$	$[\text{Fe}/\text{H}]$	$\sigma([\text{Fe}/\text{H}])$	$\log(\text{g})$	$\sigma(\log \text{g})$	$F_{\text{H}\alpha}$	$\sigma(F_{\text{H}\alpha})^{\text{int}}$	$\sigma(F_{\text{H}\alpha})^{\text{sup}}$	$F_{\text{IRT}}$	$\sigma(F_{\text{IRT}})^{\text{int}}$	$\sigma(F_{\text{IRT}})^{\text{sup}}$
GL406	2915	96	0.2	0.08	5.314	0.1	1.6	0.39	0.29	0.197	0.39	0.16
HZ43B	3055	44	-0.34	0.08	4.853	0.1	0	0.03	0.04	0	0.06	0.05
GJ905	3081	94	0.01	0.09	5.21	0.1	0.31	0.17	0.12	0.497	0.17	0.17
GJ729	3186	46	-0.19	0.09	4.97	0.1	1.93	0.25	0.23	0.456	0.07	0.06
GL699	3199	46	-0.38	0.09	5.02	0.1	0.11	0.06	0.06	0.294	0.05	0.05
Wolf672B	3223	51	-0.12	0.09	5.105	0.1	0.13333	0.08	0.06	0.339	0.05	0.06
GJ273	3224	46	-0.18	0.09	4.987	0.1	0.12	0.06	0.06	0.346	0.05	0.06
GJ725B	3228	46	-0.21	0.09	4.95	0.1	0.07	0.06	0.05	0.074	0.04	0.05
GJ1289	3238	95	0.01	0.09	4.94	0.1	0.88	0.29	0.23	0.614	0.14	0.13
GJ873	3296	47	-0.2	0.09	4.93	0.1	4.82	0.5	0.47	1.019	0.08	0.07
GJ277	3301	46	0.02	0.09	4.936	0.1	2.87	0.33	0.31	0.913	0.08	0.07
GJ568A	3318	47	-0.01	0.09	4.94	0.1	0.44	0.1	0.1	0.365	0.05	0.06
GJ628	3326	47	-0.02	0.09	5.01	0.1	0.17	0.08	0.07	0.328	0.05	0.05
GL669A	3335	47	0.03	0.09	4.88	0.1	1.55	0.21	0.19	0.677	0.07	0.07
GJ793	3347	46	-0.06	0.09	4.9	0.1	0.55	0.11	0.1	0.226	0.04	0.05
LP347-5	3369	48	-0.13	0.08	4.9	0.1	0.13	0.07	0.07	0.178	0.04	0.03
GJ617B	3371	47	-0.06	0.09	4.87	0.1	-0.01	0.07	0.05	0.121	0.04	0.04
GL388	3380	46	0	0.09	4.881	0.1	4.12	0.43	0.4	1.888	0.1	0.11
GJ687	3383	47	-0.1	0.09	4.926	0.1	0.08	0.06	0.06	0.247	0.03	0.04
GJ643	3397	47	-0.21	0.09	4.96	0.1	0.49	0.1	0.09	0.757	0.05	0.06
GL625	3406	46	-0.21	0.09	4.848	0.1	0.1	0.06	0.06	0.093	0.03	0.03
NLTT28469	3407	96	-0.08	0.09	5.096	0.1	0.25	0.15	0.13	0.44	0.05	0.05
GJ860A	3441	47	-0.1	0.09	4.9	0.1	0.45	0.1	0.09	0.333	0.04	0.04
NLTT26385	3445	47	-0.01	0.09	4.895	0.1	0.16	0.08	0.07	0.305	0.05	0.05
NLTT10977	3446	47	-0.11	0.09	4.844	0.1	0.09	0.07	0.06	0.314	0.04	0.04
GL411	3484	47	-0.14	0.09	4.85	0.1	0.35	0.09	0.08	-0.002	0.03	0.03
NLTT16164	3493	46	-0.03	0.09	4.827	0.1	0.26	0.09	0.08	0.293	0.04	0.04
GJ362	3559	46	-0.01	0.09	4.881	0.1	2.53	0.26	0.25	1.092	0.06	0.07
GL569	3562	46	-0.01	0.09	4.8	0.1	2.34	0.25	0.24	1.45	0.08	0.08
GJ250	3578	47	0	0.09	4.812	0.1	0.08	0.08	0.07	0.205	0.04	0.03
GJ536	3583	47	-0.09	0.09	4.79	0.1	0	0.06	0.07	0.095	0.04	0.03

Tabela C.3 continuação

ID	$T_{\text{ef}}^{\text{adotada}}$	$\sigma(T_{\text{ef}})$	[Fe/H]	$\sigma(\text{[Fe/H]})$	log(g)	$\sigma(\text{log g})$	$F'_{H\alpha}$	$\sigma(F'_{H\alpha})^{mj}$	$\sigma(F'_{H\alpha})^{sup}$	$F_{I_{RT}}$	$\sigma(F_{I_{RT}})^{mj}$	$\sigma(F_{I_{RT}})^{sup}$
GL382	3592	46	-0.05	0.09	4.79	0.1	0.31	0.09	0.09	0.528	0.04	0.05
G-J226	3604	47	-0.03	0.09	4.841	0.1	0.27	0.09	0.09	0.309	0.04	0.04
G-J606	3615	47	-0.06	0.09	4.8	0.1	0.46	0.1	0.1	0.404	0.05	0.04
NLTT19314	3632	45	-0.14	0.09	4.847	0.1	0.243	0.09	0.08	0.378	0.03	0.03
GL649	3632	46	-0.09	0.09	4.774	0.1	0.14	0.08	0.08	0.395	0.04	0.04
G-J701	3637	46	-0.09	0.09	4.76	0.1	0.16	0.07	0.08	0.234	0.04	0.04
G-J908	3639	47	-0.34	0.09	4.83	0.1	0.53	0.09	0.09	0.136	0	0
G-J9520	3641	51	-0.02	0.09	4.785	0.1	5.86	0.55	0.52	3.838	0.16	0.16
NLTT31888	3654	47	-0.15	0.09	4.848	0.1	0.12	0.07	0.08	0.314	0.02	0.02
G-J1170	3675	46	-0.16	0.09	4.791	0.1	0.15	0.07	0.08	0.357	0.02	0.03
G-J880	3685	47	-0.07	0.09	4.79	0.1	0.18	0.08	0.08	0.295	0.03	0.03
G-J809	3687	47	-0.17	0.09	4.76	0.1	0.29	0.08	0.08	0.527	0.04	0.03
G-J361	3689	46	-0.05	0.09	4.786	0.1	0.49	0.11	0.1	0.548	0.04	0.05
GL490A	3699	47	-0.06	0.09	4.76	0.1	6.52	0.54	0.52	4.677	0.17	0.17
GL521	3699	46	-0.27	0.09	4.795	0.1	0.4	0.08	0.08	0.237	0.02	0.02
G-J835	3710	47	-0.04	0.09	4.73	0.1	0.25	0.09	0.09	0.241	0.05	0.04
G-J390	3734	47	-0.04	0.09	4.758	0.1	0.43	0.1	0.1	0.62	0.04	0.05
GL410	3736	46	-0.08	0.09	4.75	0.1	2.01	0.21	0.19	2.062	0.08	0.09
G-J212	3739	46	-0.09	0.09	4.732	0.1	0.49	0.1	0.1	0.769	0.05	0.04
G-J205	3789	47	0.1	0.09	4.739	0.1	0.27	0.1	0.1	0.538	0.05	0.06
NLTT13109	3813	47	-0.08	0.09	4.716	0.1	0.29	0.09	0.09	0.517	0.04	0.04
HIP104217	3821	45	-0.26	0.09	4.685	0.1	0	0.05	0.06	0.003	0.02	0.03
HIP113576	3885	45	-0.18	0.09	4.708	0.1	0.53	0.09	0.09	0.842	0.04	0.04
LP856-54	3978	96	-0.28	0.09	4.892	0.1	0.58	0.16	0.13	0.487	0.04	0.03
NLTT1370	4135	45	0	0.2	4.687	0.1	0.92	0.14	0.14	0.701	0.03	0.03
BD+20 1790	4297	96	0	0.2	4.6	0.1	10	1.1	1.04	6.504	0.42	0.4
NLTT13601	4310	85	0.34	0.1	4.6	0.2	9.58	0.95	0.89			
G-J654	4395	100	-0.62	0.12	4.711	0.1	0.18	0.07	0.05	-0.006	0.1	0.09
HIP104214	4497	89	-0.33	0.02	4.6	0.1	0.45	0.08	0.07	0.218	0.12	0.11
NLTT29948	4593	87	-0.27	0.1	4.6	0.2	-0.03	0.04	0.04	0.341	0.11	0.1
HIP81988	4602	87	-0.23	0.04	4.6	0.1	0.03	0.03	0.03	0.007	0.09	0.1
HD128165	4765	88	0	0.03	4.6	0.1	0.41	0.02	0.02	0.699	0.11	0.11
NLTT7887	4769	89	0	0.2	4.6	0.2	0.42	0.11	0.13	-0.003	0.11	0.11
HD219134	4891	89	0	0.05	4.6	0.1	0.21	0.03	0.03	0.546	0.05	0.05