

Universidade de São Paulo
Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas
Departamento de Astronomia

Fabício Catani de Freitas

**Usando gêmeas solares para estudar a
conexão entre atividade estelar e idade.**

São Paulo

2017

Fabício Catani de Freitas

**Usando gêmeas solares para estudar a
conexão entre atividade estelar e idade.**

Dissertação apresentada ao Departamento de
Astronomia do Instituto de Astronomia, Geofísica
e Ciências Atmosféricas da Universidade de
São Paulo como requisito parcial para a ob-
tenção do título de Mestre em Ciências.

Área de Concentração: Astronomia

Orientador: Prof. Dr. Jorge Meléndez

São Paulo

2017

Dedico este trabalho a todos aqueles que acreditam e lutam por um mundo melhor.

Agradecimentos

À minha família, pelo apoio irrestrito que me deram, não só na faculdade mas ao longo da minha vida, me fazendo acreditar nos meus sonhos. Além de me ensinar valores e fazer de mim uma pessoa melhor;

Aos meus amigos, pelo companheirismo e pelo apoio esse tempo todo. Por fazer dos meus dias muito mais felizes, por me animarem e me inspirarem a encontrar forças dentro de mim mesmo. Este trabalho é tanto de vocês quanto meu;

Ao Professor Jorge Meléndez, que sempre foi um excelente orientador, professor e pesquisador. Sua dedicação à ciência e sua habilidade em lidar com as pessoas são virtudes que fazem dele um exemplo de grande pesquisador que sabe encorajar sua equipe;

Às pessoas que me inspiraram, sejam meus antigos professores, os grandes cientistas, ativistas, entusiastas, artistas, idealistas e sonhadores de nossa história. Não posso citar todos pois são muitos nomes, mas faço questão de citar meu mestre Claudemir Camparini, quem me ajudou a desenvolver meu potencial, além de ser um exemplo vivo de humildade e cooperação.

“A vingança nunca é plena, mata a alma e a envenena.”

Seu Madruga

“Grande guerreiro? Guerra não faz grande ninguém.”

Mestre Yoda

Resumo

O estudo da atividade cromosférica das estrelas tem diversas aplicações, como estimar idade das estrelas ou caracterizar fontes de ruído na velocidade radial. Este trabalho é dividido em 3 partes, todas relacionadas com atividade cromosférica usando uma amostra de gêmeas solares. Devido à atividade magnética das estrelas diminuir com a idade, existem métodos para estimar a idade de uma estrela a partir de sua atividade. Entretanto, estes métodos tem limitações que serão discutidas no capítulo 2. A atividade cromosférica das estrelas também gera ruído na velocidade radial observada das estrelas, portanto é necessário sempre levar esse parâmetro em conta ao procurar exoplanetas. No capítulo 3 estudamos em detalhes a atividade de estrelas nas quais foram ajustadas órbitas de análogos de Júpiter, na tentativa de encontrar algum falso candidato. Apesar da importância de estudar a atividade das estrelas nem todos os espectrógrafos cobrem a região das linhas H e K do Ca II, que são as linhas padrões no visível para inferir a atividade. Por isso, no capítulo 4 estudamos uma linha do Mg alternativa para determinar sua viabilidade no estudo da atividade cromosférica. Finalmente, no capítulo 5, encontram-se as principais conclusões do trabalho, entre elas, que as calibrações de idade com atividade cromosférica só são válidas para estrelas com idade até 4 Gyr, que o Sol tem um índice de atividade normal para sua idade, que a detecção do planeta HD154345b provavelmente foi espúria e que a linha do Mg também pode ser usada para determinar um índice de atividade cromosférica.

Abstract

The study of the chromospheric activity of stars has several applications, like estimating stellar ages or characterizing noise sources in radial velocities. This work is divided into 3 parts, all related with chromospheric activity using a sample of solar twins. Due to the fact that the magnetic activity of stars decrease with age, there are methods to estimate the age of a star from its activity. However, these methods have limitations that are discussed in chapter 2. The chromospheric activity of stars also generates variations (noise) of the observed radial velocity, so it is necessary to take this parameter into account when searching for exoplanets. In chapter 3 we study in detail the activity of stars in which analogues of Jupiter were proposed, in an attempt to find false candidates. In spite of the importance of studying stellar activity, not all the spectrographs cover the region of the Ca II H and K lines, which are the main lines used in the visible region to determine the stellar activity. Therefore in chapter 4 we studied an alternative Mg line to determine its viability in the study of chromospheric activity. Finally, in chapter 5, the main conclusions of the study are presented, among them, that the calibrations of age with chromospheric activity are only valid for stars up to 4 Gyr, that the Sun has a normal activity index for its age, that the detection of the planet HD154345b was probably spurious and that the Mg line can also be used to determine an index of chromospheric activity.

Lista de Figuras

- 1.1 Gráfico das linhas do Sol identificadas por Franhouffer (A a K). Fonte: https://pt.wikipedia.org/wiki/Espectro_de_Fraunhofer. 23
- 1.2 Espectro de corpo negro para corpos com diferentes temperatura. A curva central representa aproximadamente o espectro do Sol. Fonte: <blogs.discovermagazine.com/badastronomy/2008/07/29/why-are-there-no-green-stars>. 24
- 1.3 Distribuição dos parâmetros atmosféricos das gêmeas solares (Ramírez et al., 2014). 27
- 1.4 Média anual do número de manchas no Sol desde 1610. Fonte: <nsosp.nso.edu/node/16> 28
- 1.5 Imagens feitas do Sol num período de baixa atividade (1996), num período de atividade mediana (1998) e num período de alta atividade (2000), usando a linha de He II em 304 Å. Fonte: <phys.org/news/2015-07-irregular-heartbeat-sun-driven-dynamo> 29
- 1.6 Espectro do Sol com baixa atividade comparado com uma estrela muito ativa. É possível notar a contribuição fotosférica e a cromosférica (Duncan et al., 1991). 29
- 1.7 Número de exoplanetas identificados ao longo dos anos. Dados tirados de <www.openexoplanetcatalogue.com> 30
- 2.1 Gráfico original de Skumanich (1972). O gráfico apresenta a evolução temporal dos principais parâmetros dependentes da idade: a emissão em Ca II, a velocidade de rotação e a abundância de Li. 34

2.2	Evolução da atividade cromosférica segundo os trabalhos de Pace. O painel à esquerda foi tirado do trabalho de Pace & Pasquini (2004) no qual se usa o fluxo cromosférico como parâmetro de atividade. O painel à direita foi tirado do trabalho de Pace (2013) no qual se usa $\log R'_{\text{HK}}$ como parâmetro de atividade.	35
2.3	Filtros usados neste trabalho. Os retângulos e triângulos em verde representam o filtro original de Mount Wilson, enquanto que os retângulos e triângulos em vermelho e menores representam nosso filtro estreito. O painel acima mostra toda região do espectro usada, enquanto que o de baixo mostra em detalhes as linhas.	37
2.4	Ajuste linear entre os nossos valores de H e K e o índice S de Mount Wilson na literatura. Veja tabela 2.2 para os coeficientes dos ajustes.	39
2.5	A evolução temporal da atividade cromosférica da estrela 18 Sco (HIP79672) usando nosso índice S calibrado (foi plotado um ponto por noite).	40
2.6	Variação do desvio padrão do S para todas gêmeas solares solitárias. Os pontos com um quadrado são estrelas que foram observadas por mais de 9 anos com o HARPS. A linha azul é o ajuste linear usando todos os pontos e linha vermelha tracejada é o ajuste usando só estrelas observadas por mais de 9 anos.	41
2.7	Os índices S antes e depois do upgrade do HARPS em junho de 2015. A linha vermelha é a relação 1:1. Os resíduos são mostrados no painel de baixo, com a linha vermelha tracejada em 0.0.	42
2.8	O $\log R_{\text{phot}}$ das estrelas presentes em Noyes et al. (1984). A linha azul representa nosso ajuste descrito na Eq. 2.6.	43
2.9	O C_{cf} das estrelas citadas em Rutten (1984). A linha azul representa nosso ajuste descrito na Eq. 2.7.	44
2.10	O número Internacional de Manchas Solares (WDC-SILSO) contra o índice S no mesmo dia. A linha azul representa o melhor ajuste entre eles, como mostrado na Eq. 2.8.	45
2.11	A média mensal do índice S solar (usando a eq. 2.8) desde 1850.	46

2.12	LogR' _{HK} usando (B-V) para todas as gêmeas solares. Os círculos pretos são gêmeas solitárias, os quadrados vermelhos são binárias espectroscópicas, os triângulos verdes são binárias visuais e o Sol é representado pelo seu símbolo usual. Três estrelas anômalas foram identificadas. A linha azul é a nossa relação idade-atividade baseada na Eq. 2.10 e com os coeficientes da Tabela 2.6	49
2.13	LogR' _{HK} pela idade para todas as gêmeas solares (excluindo binárias). O Sol é representado com seu símbolo usual. A linha azul é a nossa relação idade-atividade, o D93 original e o MH08 original são os ajustes baseados nas relações originais por D93 e MH08, respectivamente. Os outros dois ajustes são baseados nas equações de MH08 e D93 mas com o coeficiente ajustado usando nossa amostra de gêmeas solares. Observe o comportamento não-físico dos polinômios recalibrados D93 e MH08 para estrelas jovens.	51
2.14	Coeficiente R de Pearson para gêmeas solares com idade mínima de 0 a 9 Gyr representada pelas barras azuis. A linha contínua vermelha representa a probabilidade de alarme falso (FAP), ou seja, a probabilidade de que tal correlação possa ter surgido a partir do ruído branco.	52
2.15	The log R' _{HK} usando (B-V) vs o log R' _{HK} usando T _{eff} (painel superior) e os resíduos entre eles (painel inferior). A linha vermelha representa a relação 1:1.	53
2.16	LogR' _{HK} usando T _{eff} vs idade para todas as estrelas solares gêmeas solares. Os círculos negros são estrelas solitárias e o Sol é representado com seu símbolo usual. A linha azul é nossa relação atividade-idade baseada na Eq. 2.10 e os coeficientes na última linha da Tabela 2.6	54
2.17	R coeficiente de Pearson para LogR' _{HK} usando T _{eff} representado pelas barras azuis. A linha contínua vermelha representa a probabilidade de alarme falso (FAP), ou seja, a probabilidade de que tal correlação possa ter surgido a partir do ruído branco.	55
3.1	Interface do KOA para busca de espectros nos seus diversos instrumentos.	58
3.2	Interface do KOA que mostra os espectros disponíveis para as opções selecionadas no menu mostrado na Figura 3.1.	59

3.3	Ajuste linear entre os valores de H e K usando o filtro de Mount Wilson e o índice S médio de Mount Wilson encontrado na literatura.	60
3.4	Ajuste linear entre os valores de H e K usando o nosso filtro e o índice S médio de Mount Wilson encontrado na literatura.	61
3.5	Índice S de Mount Wilson pela velocidade radial observada para a estrela HD154345.	63
3.6	Índice S de Mount Wilson pela velocidade radial observada para as estrelas da amostra.	64
3.7	Índice S de Mount Wilson pela velocidade radial observada para a estrela HD154345 usando os dados de Butler et al. (2017). Os pontos em vermelhos representam observações antes do upgrade do Keck. O coeficiente de correlação é 0.6.	65
3.8	Evolução temporal do índice S de Mount Wilson para a estrela HD154345.	66
3.9	Evolução temporal do índice S de Mount Wilson para as estrelas de nossa amostra.	67
3.10	Periodograma do índice S de Mount Wilson para a estrela HD154345. . . .	67
3.11	Evolução temporal do índice S e da velocidade radial para estrela HD154345. No painel de cima usamos nossas medidas. No central, usamos as medidas de Butler et al. (2017), a reta no ano de 2004 é para diferenciar as observações feitas antes e depois do upgrade do Keck. O painel de baixo foi tirado de Wright (2015).	68
4.1	Região usada para calibração do índice M. A região em vermelho representa a linha, enquanto que a região em verde representa o contínuo. As regiões também são indicadas por linhas horizontais.	72
4.2	Calibração do índice M desenvolvido por nós para o índice S de Mount Wilson, para a estrela 18 Sco (HIP 79672).	73
4.3	Evolução da atividade de HIP79672 no índice M.	74
4.4	Calibração do índice M para o índice S na estrela HIP33094.	75
4.5	Calibração do índice M para o índice S na estrela HIP79578.	76
4.6	Calibração do índice M para o índice S na estrela HIP22263.	77
4.7	Calibração do índice M para o índice S na estrela HIP36515.	78

4.8	Relação entre o índice M e o índice S.	78
4.9	Relação entre o índice M e a razão de abundâncias [Mg/Fe].	79
4.10	Relação entre o índice M e a T_{eff}	79
4.11	Relação entre o índice M e o $\log g$	80
4.12	Ajuste do índice M pelos parâmetros [Mg/Fe], T_{eff} , $\log g$ e índice S. As estrelas em verde são binárias visuais, enquanto as em vermelho são binárias espectroscópicas. Os círculos preenchidos são estrelas do disco espesso, as mais velhas.	80

Lista de Tabelas

2.1	Filtros usados para as linhas H e K do Ca II para calibração do índice S no sistema de Mount Wilson.	38
2.2	Resultado da calibração dos nossos valores de H e K para o índice S de Mount Wilson, usando a relação linear $S = A_1x + B_1$	38
2.5	Nossos valores de atividade solar em relação a outros da literatura.	47
2.6	Resultados dos coeficientes, desvio padrão e χ^2 obtidos nos ajustes idade-atividade.	50
3.1	Análogos de Júpiter de Rowan et al. (2016) e suas informações orbitais.	62
4.1	Centro e largura das regiões do contínuo analisadas, seguido do coeficiente de correlação e probabilidade de falso alarme em relação ao índice S.	71
A.1	Todas as gêmeas solares observadas pelo HARPS, seus respectivos programas e os índices S usados na calibração.	89
A.2	Parâmetros de todas as gêmeas solares da amostra.	92

Sumário

1. <i>Introdução</i>	23
1.1 Espectroscopia	23
1.2 Parâmetros atmosféricos	24
1.3 Gêmeas solares	25
1.3.1 Observações	26
1.4 Atividade estelar	26
1.5 Exoplanetas	29
2. <i>A relação entre idade e atividade cromosférica</i>	33
2.1 Uso da atividade cromosférica para determinação de idade	33
2.2 Dados, medição e calibração	35
2.2.1 Amostra	35
2.2.2 Calibração para o Sistema Mount Wilson	36
2.2.3 Conversão para o R'_{HK}	40
2.2.4 O Sol	45
2.3 Relação atividade-idade	47
2.3.1 idades estelares	47
2.3.2 Relação atividade-idade usando a calibração (B-V)	48
2.3.3 A análise usando T_{eff}	53
2.4 Discussão	54
3. <i>Detecção de possíveis falsos Júpiteres usando linhas do Cálcio</i>	57
3.1 Estudo da atividade para reavaliar a identificação de exoplanetas	57
3.2 Calibração do HIRES	57

3.2.1	Amostra de gêmeas solares	57
3.3	Calibração do HIRES	60
3.4	Análogos de Júpiter	61
3.4.1	Correlação da atividade com a velocidade radial	62
3.4.2	Periodograma das estrelas hospedeiras	63
3.5	Discussão	64
4.	<i>Cálculo da atividade cromosférica através da linha de Mg I 4571 Å</i>	69
4.1	Determinação de linha alternativa para inferir idades	69
4.2	Calibração	70
4.2.1	Definição do contínuo	70
4.2.2	Evolução de HIP79672	70
4.3	Validade da calibração para estrelas com atividade diversa	72
4.4	Discussão	73
5.	<i>Conclusões</i>	81
	<i>Referências</i>	83
	<i>Apêndice</i>	87
A.	<i>Tabela dos programas de observações e índices de atividade das gêmeas solares</i>	89
B.	<i>Artigo submetido à revista Astronomy & Astrophysics</i>	95
C.	<i>Artigo na revista Astrophysical Journal, onde é descrita a calibração da atividade estelar usando o espectrógrafo HIRES</i>	109

Introdução

1.1 Espectroscopia

Desde os primórdios da humanidade sempre houve grande interesse no Sol, entretanto, devido à limitação instrumental não era possível estudá-lo em detalhes. Isso muda a partir da invenção do telescópio e do espectrógrafo; graças ao telescópio Galileu investigou as manchas solares e graças ao espectrógrafo foi possível estudar em detalhe a luz emitida pelo Sol e compará-la com a de outras estrelas.

A ideia básica do espectrógrafo surgiu no século 17 com Newton, quando usou um prisma para separar a luz do Sol nas cores do arco-íris. Mas ainda assim este era um método muito limitado, pois não era possível observar nada além das cores. Então, no século 19, Fraunhofer usou uma série de prismas para observar o espectro solar com muita mais precisão e reparou que havia linhas escuras em certas regiões, nomeando-as de A até K, sem explicar o motivo dessas linhas.

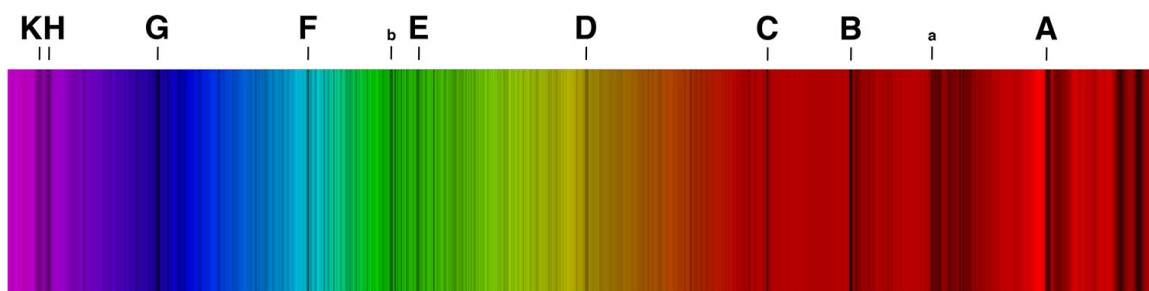


Figura 1.1: Gráfico das linhas do Sol identificadas por Franhouffer (A a K). Fonte: https://pt.wikipedia.org/wiki/Espectro_de_Fraunhofer.

1.2 Parâmetros atmosféricos

O espectro das estrelas, numa primeira aproximação, é muito similar ao espectro de corpo negro, que tem como característica importante uma temperatura associada ao pico de emissão. Assim, estrelas mais quentes são mais azuladas e as mais frias mais avermelhadas. As estrelas são classificadas em tipos espectrais que seguem a ordem O, B, A, F, G, K e M, sendo as estrelas do tipo O as mais quentes e o tipo M as mais frias.

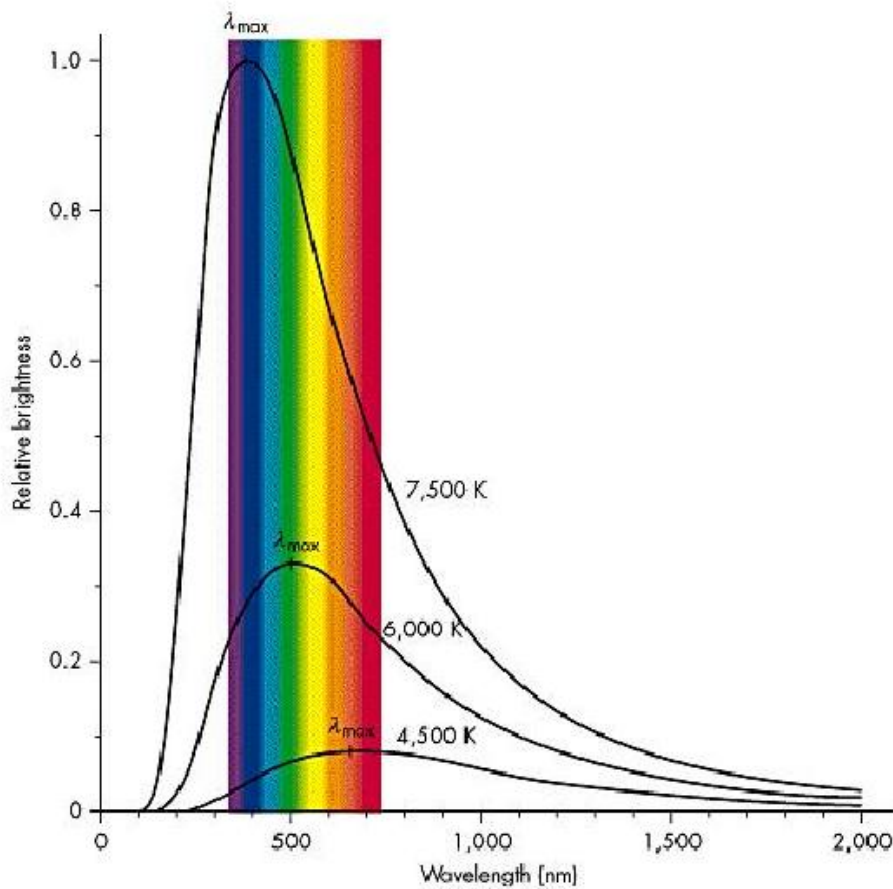


Figura 1.2: Espectro de corpo negro para corpos com diferentes temperatura. A curva central representa aproximadamente o espectro do Sol. Fonte: blogs.discovermagazine.com/badastronomy/2008/07/29/why-are-there-no-green-stars.

Conforme os espectrógrafos foram se aprimorando, os tipos espectrais passaram a ter mais subdivisões, além da letra foi associado um número de 0 a 9, sendo 0 mais quente e 9 mais fria. O Sol, por exemplo, é classificado como uma estrela do tipo G2.

Como não é possível medir diretamente a temperatura da estrela, é mais comum caracterizar a estrela usando a temperatura efetiva. A temperatura efetiva é definida como

a temperatura na qual um corpo negro emitiria o mesmo fluxo energético que o fluxo bolométrico (luminosidade por área de superfície) observado na estrela.

Além da temperatura, outra informação importante a respeito da estrela é a sua gravidade superficial. A gravidade superficial de uma estrela é dada por $g = GM/R^2$. A gravidade superficial é primordial no estudo de uma estrela, pois estrelas com a mesma temperatura podem estar em fases diferentes e conseqüentemente ter massas e raios completamente diferentes. Por exemplo, uma anã vermelha é uma estrela de baixa massa na sequência principal, enquanto que uma gigante vermelha é uma estrela de massa intermediária evoluída. A gravidade superficial geralmente é dada na base logarítmica, o Sol por exemplo tem $\log g = 4,44$ no sistema cgs.

Um terceiro parâmetro muito importante numa estrela é a sua metalicidade, geralmente caracterizada pela abundância de ferro na estrela em relação à abundância do Sol, $[Fe/H]$ ¹. A metalicidade de uma estrela está associada à nuvem molecular de onde se formou. Como no Big Bang foram formados apenas H, He e Li, o ferro encontrado na nuvem molecular vem de estrelas mortas que poluíram o meio interestelar com material mais pesado. A metalicidade das estrelas influencia sua evolução e pode ser calculada a partir das linhas de ferro nos espectros, sendo que linhas mais profundas indicam metalicidade maior (para estrelas com mesma T_{eff}). O Sol, por definição, tem $[Fe/H] = 0$; estrelas com $[Fe/H] > 0$ são chamadas de ricas em metais, enquanto que as com $[Fe/H] < 0$ são chamadas de pobres em metais.

1.3 Gêmeas solares

A partir do momento em que os astrônomos começaram a observar os espectros das estrelas e classificá-las, surgiu uma busca por estrelas similares ao Sol. O grupo mais abrangente de estrelas similares ao Sol é chamado de estrelas do tipo solar. Essas estrelas foram chamadas assim pelo padre Angelo Secchi em 1863 aproximadamente, pela similaridade espectral com o Sol. Atualmente esse grupo inclui estrelas entre os tipos F8 e K2. Já as análogas solares correspondem a um grupo mais restrito, com temperaturas com uma diferença menor que 500 K em relação ao Sol e $[Fe/H]$ entre -0.3 e +0.3. Finalmente, o grupo

¹ $[Fe/H] = \log(N_{Fe}/N_H)_{estrela} - \log(N_{Fe}/N_H)_{Sol}$, onde N_{Fe} e N_H são, respectivamente, o número de átomos de Fe e H por unidade de volume.

mais restrito e com parâmetros quase idênticos ao do Sol é o das gêmeas solares. Para ser considerada uma gêmea solar a estrela deve ter uma diferença máxima de 100 K, 0.1 dex em $\log g$ e 0.1 dex em $[\text{Fe}/\text{H}]$ em relação ao Sol. A distribuição desses parâmetros para a amostra de gêmeas solares estudada pelo grupo do Prof. Jorge Meléndez no IAG/USP pode ser observada na Figura 1.3.

Devido a restrições tão grandes, as gêmeas solares só começaram a ser identificadas com espectrógrafos modernos mais precisos. A primeira gêmea solar foi identificada em 1997 (Porto de Mello & da Silva, 1997), e desde então, com a evolução dos espectrógrafos, e de novas informações disponíveis como a paralaxe medida pelo satélite Hipparcos e diversos índices de cores, novas gêmeas solares foram identificadas ao longo dos anos resultando, em aproximadamente uma centena de gêmeas na atualidade; 88 delas estão sendo investigadas em detalhes pelo nosso grupo (Ramírez et al., 2014).

1.3.1 Observações

As gêmeas solares citadas neste trabalho foram observadas no HARPS, um espectrógrafo de altíssima resolução do telescópio de 3.6 metros do Observatório La Silla do European Southern Observatory (ESO). O espectrógrafo foi projetado para conseguir medidas de velocidade radial com precisão da ordem de 1 m/s. O HARPS cobre toda região do espectro visível, de 378 nm a 691 nm, alcançando um poder de resolução de $R=115000$.

Além do HARPS, também foi usado para algumas medidas o espectrógrafo HIRES no telescópio de 10 metros do Observatório W. M. KECK. O HIRES possui várias configurações, mas nós usamos a configuração que cobre a região entre 360 nm e 810 nm; essa região tem muitas observações para a procura de exoplanetas. O poder de resolução do HIRES varia entre 25000 e 85000. A resolução usada nos projetos de planetas com o HIRES é $R = 50\,000$.

1.4 Atividade estelar

Desde o século 4 sabe-se que o Sol tem manchas, entretanto apenas com a invenção do telescópio no século 17 foi possível contar o número de manchas em detalhe. Em 1610, Thomas Harriot foi o primeiro a observar as manchas solares através de um telescópio e, no ano seguinte Galileo Galilei, Christoph Scheiner e Johannes Fabricius também o

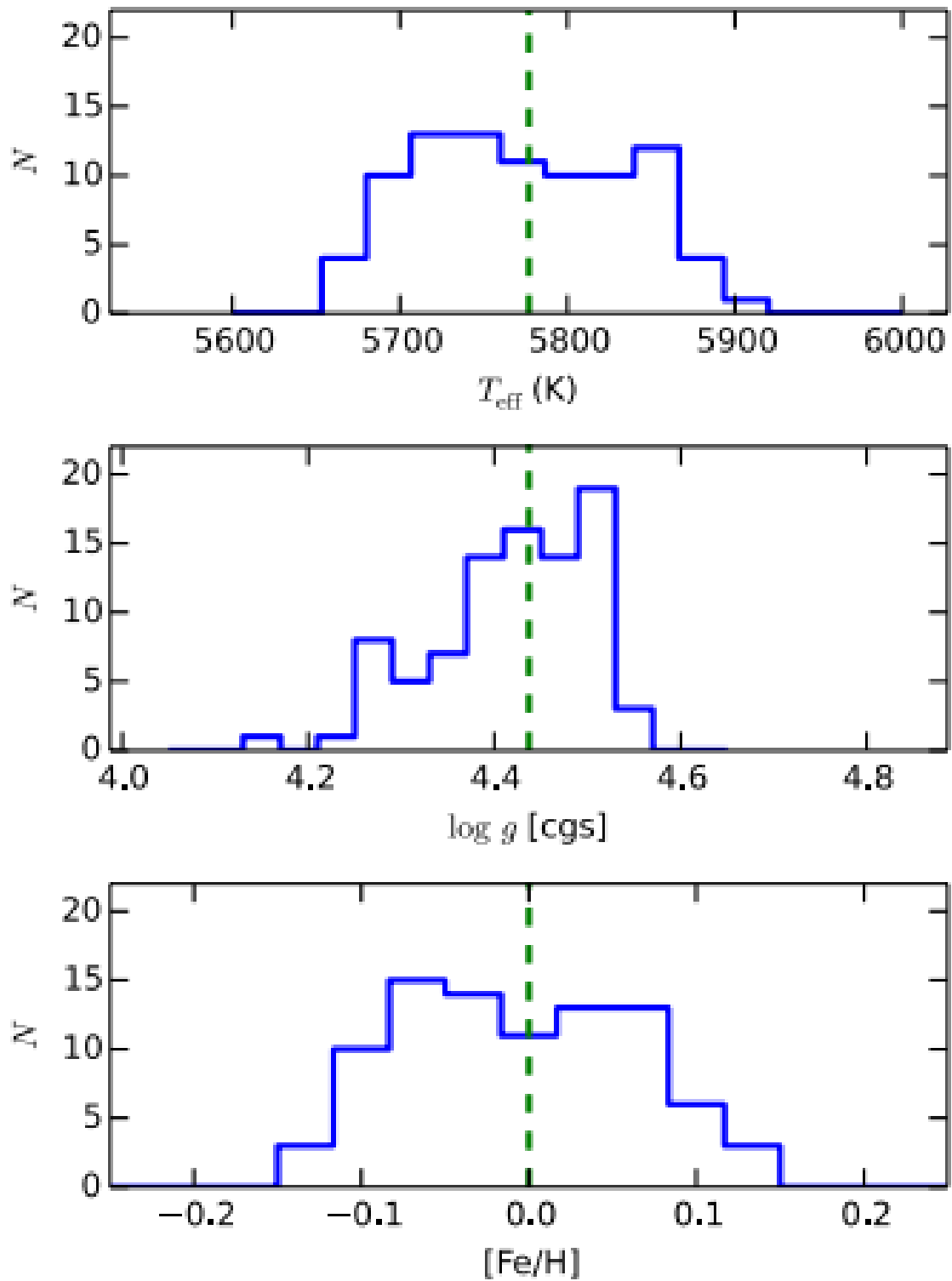


Figura 1.3: Distribuição dos parâmetros atmosféricos das gêmeas solares (Ramírez et al., 2014).

fizeram, sendo este último o primeiro a publicar suas observações. Assim, após a invenção do telescópio, um registro detalhado das manchas no Sol começou a ser feito. Com isso temos uma grande amostra temporal, como pode ser visto na Figura 1.4.

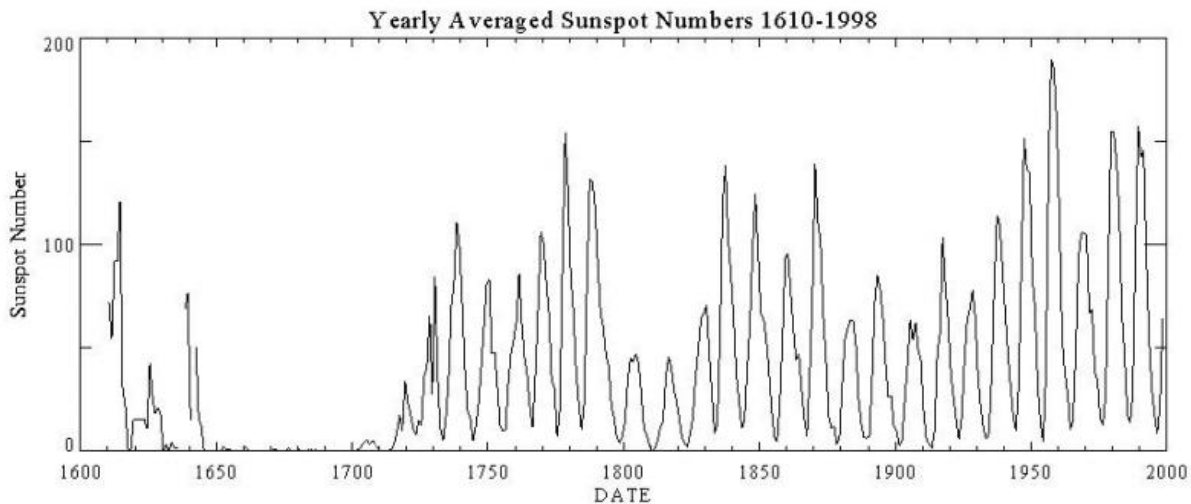


Figura 1.4: Média anual do número de manchas no Sol desde 1610. Fonte: nso.sp.nso.edu/node/16

Ao analisar essa evolução temporal é possível notar que o número de manchas tem uma periodicidade de aproximadamente 11 anos, apesar do pico de manchas variar de um ciclo para outro. Também é possível notar que no final do século 17 o número de manchas no Sol foi extremamente baixo. Esse período ficou conhecido como mínimo de Maunder, no qual foram registrados rigorosos invernos na Terra.

Atualmente, sabemos que o número de manchas do Sol está relacionado com sua atividade magnética, pois quando o Sol está com mais manchas acontecem mais erupções solares e mais emissão de raio x, conforme pode ser visto na Figura 1.5.

Além da emissão de raio x, outro efeito característico é a variação na profundidade das linhas H e K do Ca II. As linhas H e K são linhas bem profundas e largas no Sol, elas tem uma componente de absorção e uma de emissão. A absorção se deve à camada fotosférica (mais fria e com perfil de emissão decrescente) e a emissão se deve à camada cromosférica (mais quente e com perfil de emissão ascendente). Quanto mais ativa a estrela, maior será a emissão no centro das linhas H e K, como pode ser visto na figura 1.6.

As linhas H e K são as linhas padrões no visível para a quantificação da atividade das estrelas. Como o centro dessas linhas tem emissão devido à região cromosférica, o índice

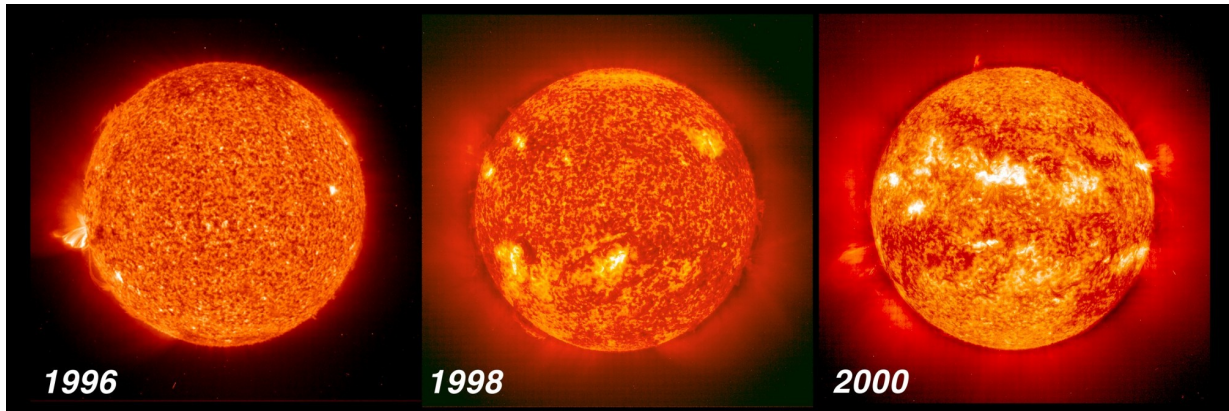


Figura 1.5: Imagens feitas do Sol num período de baixa atividade (1996), num período de atividade mediana (1998) e num período de alta atividade (2000), usando a linha de He II em 304 Å. Fonte: phys.org/news/2015-07-irregular-heartbeat-sun-driven-dynamo .

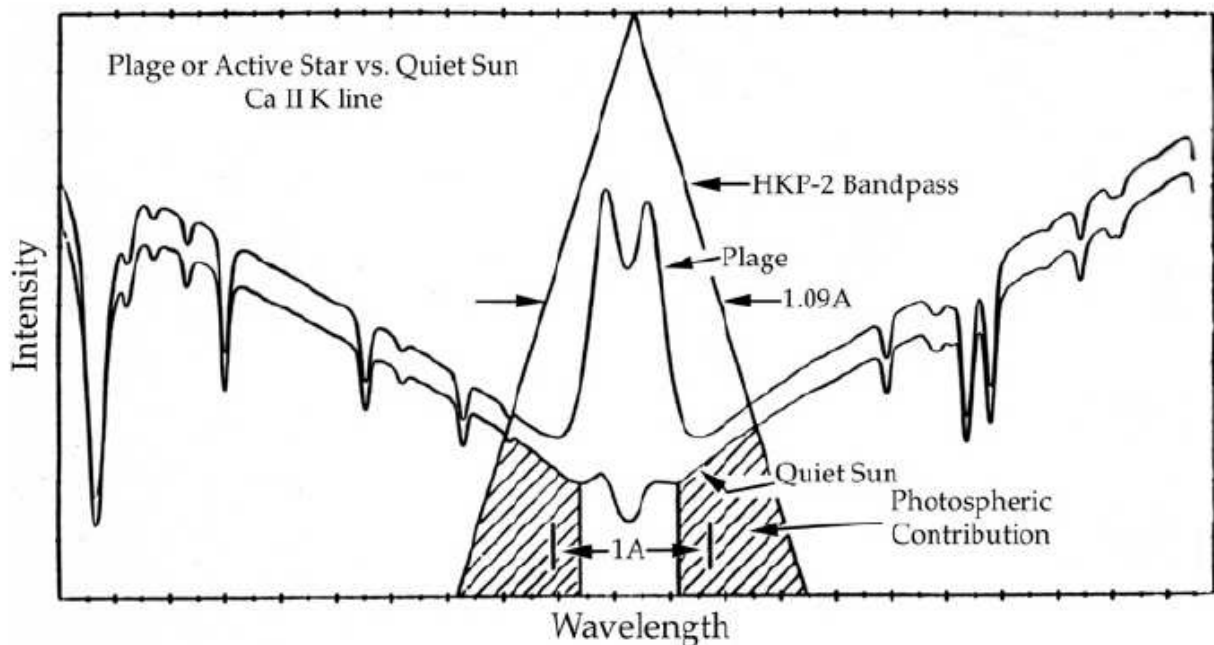


Figura 1.6: Espectro do Sol com baixa atividade comparado com uma estrela muito ativa. É possível notar a contribuição fotosférica e a cromosférica (Duncan et al., 1991).

dessas linhas são considerados índices de atividade cromosférica.

1.5 Exoplanetas

Exoplanetas são planetas fora do sistema solar. Devido à distância e ao fato das estrelas terem uma luminosidade muito maior que os planetas, identificar exoplanetas é uma tarefa árdua mesmo nos dias de hoje. Os principais métodos de detecção de exoplanetas são:

velocidade radial, trânsito, cronometria de pulsares, imageamento direto e microlentes gravitacionais. O primeiro exoplaneta descoberto orbitando uma estrela do tipo solar foi em 1995, através do método de velocidade radial. Desde então o número de exoplanetas confirmados aumenta consideravelmente a cada ano, conforme pode ser visto na Figura 1.7, sendo, atualmente, 3583 planetas (conforme <http://exoplanets.eu/> no dia 22 de fevereiro de 2017).

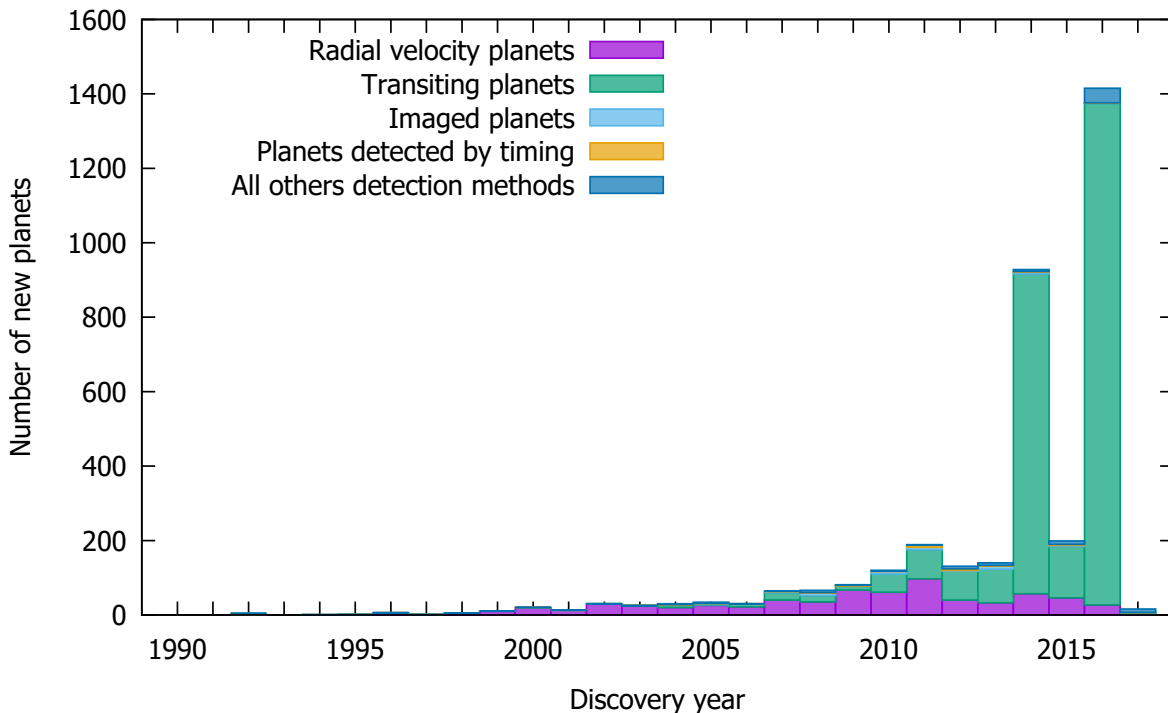


Figura 1.7: Número de exoplanetas identificados ao longo dos anos. Dados tirados de www.openexoplanetcatalogue.com.

O método de velocidade radial parte do efeito Doppler. Se um corpo se aproxima do observador a frequência das ondas observadas aumenta (as linhas são deslocadas para o azul), e se o corpo se afasta a frequência das ondas observadas diminuem (as linhas são deslocadas para o vermelho). Quantitativamente, o deslocamento $\Delta\lambda$ de uma linha em λ está relacionado com a variação em velocidade v através de: $\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{v}{c}$.

As estrelas que são orbitadas por planetas fazem um movimento periódico em relação ao centro de massa do sistema, o que resulta numa velocidade radial que varia com o tempo. Portanto, ao analisar o deslocamento da posição das linhas no espectro em relação ao referencial estático do laboratório, é possível determinar a velocidade da estrela em relação ao observador; se observada uma periodicidade nessa velocidade, é possível associar a

presença de um planeta. Entretanto, essa variação em velocidade radial é muito pequena (tipicamente bem menor que 100 m/s), portanto este é um fenômeno que só pode ser observado com espectrógrafos precisos.

Estrelas com jupiteres quentes (planetas massivos e com órbita próxima a suas estrelas) são as que apresentam a maior variação na velocidade radial, por isso estes planetas são os mais fáceis de serem identificados. Com a evolução do poder de resolução dos espectrógrafos e na estabilidade na calibração das linhas de laboratório, é possível identificar exoplanetas menos massivos e mais frios, porém ainda não foi identificado um exoplaneta com a mesma massa e raio da Terra, mas há uma grande procura.

Além do poder de resolução, há um outro fator limitante para a identificação de exoplanetas mais frios. Devido a sua órbita ser mais distante da estrela, estes planetas têm um período orbital maior, ou seja, é necessário observar a estrela por mais tempo para conseguir registrar um período completo. Portanto, projetos de observação de longo prazo da velocidade radial são essenciais para descobertas de exoplanetas. Outra limitação para descobertas de exoplanetas se deve ao fato de que um planeta que nem a Terra gera uma variação tão pequena na estrela hospedeira que inúmeras fontes de ruído podem ser mais significativas que o sinal do exoplaneta (por exemplo, a Terra gera uma variação no Sol de apenas 9 cm/s). Um exemplo é a própria atividade da estrela; como a atividade cromosférica das estrelas tem uma periodicidade, se não levarmos em conta a atividade da estrela corremos o risco de identificar um falso planeta com período orbital igual ao período de atividade estelar.

A relação entre idade e atividade cromosférica

2.1 *Uso da atividade cromosférica para determinação de idade*

A atividade cromosférica da estrela está diretamente relacionada com a sua velocidade de rotação, a qual diminui com o tempo e, conseqüentemente, a atividade está relacionada com a idade. Idade é um parâmetro fundamental de uma estrela e afeta propriedades importantes tais como rotação e atividade, mas é notoriamente difícil de estimar para estrelas de campo. Uma revisão de diferentes métodos para estimar idades estelares é dada por Soderblom (2010), que também discutiu os problemas que afetam os diferentes indicadores de idade. Alguns autores estimam idades estelares por atividade (por exemplo, Donahue, 1993; Henry et al., 1996; Wright et al., 2004; Mamajek & Hillenbrand, 2008), rotação (por exemplo, Barnes, 2007; Mamajek & Hillenbrand, 2008; Angus et al., 2015; dos Santos et al., 2016), isócronas (por exemplo, Ng & Bertelli, 1998; Lachaume et al., 1999; Ramírez et al., 2014; Nissen, 2015) e, mais recentemente, marcadores de abundância química como a abundância de Li (por exemplo, Do Nascimento et al., 2009; Carlos et al., 2016) e $[Y/Mg]$ ou razão $[Y/Al]$ (por exemplo, Nissen, 2015; Tucci Maia et al., 2016; Spina et al., 2016a,b).

O primeiro estudo sobre a relação idade-atividade foi realizado por Skumanich (1972), onde a emissão cromosférica das linhas H e K do Ca II foi utilizada como indicador de atividade (veja Figura 2.1). Embora existam outros indicadores para atividade magnética (por exemplo, emissão coronal de raios X), as linhas H e K são amplamente utilizadas. Isto se deve ao fato de serem duas linhas muito largas e profundas e, portanto, são prontamente mensuráveis com espectrógrafos na região do ótico.

Soderblom (1985) sugeriu uma diminuição suave da atividade cromosférica com o au-

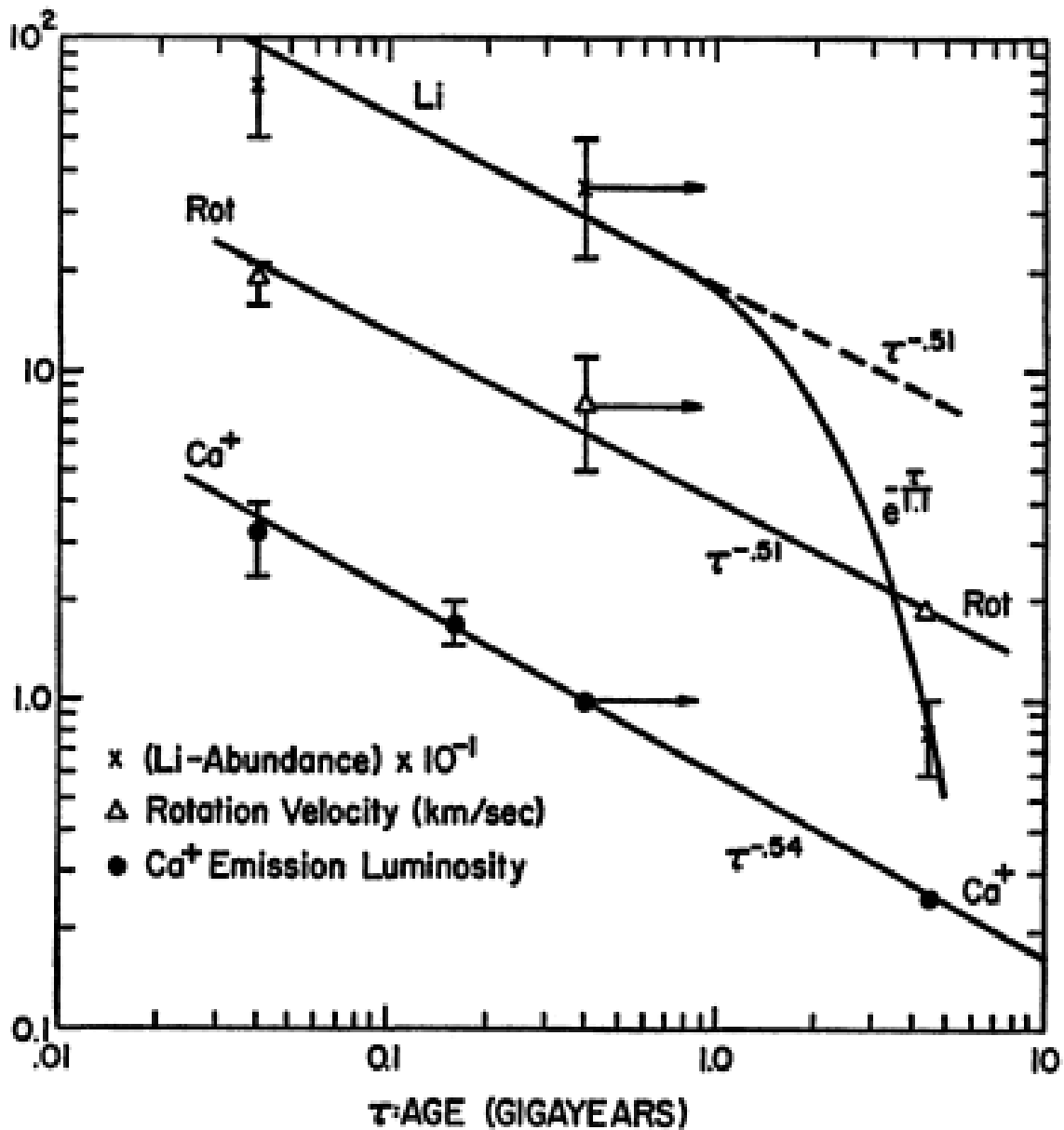


Figura 2.1: Gráfico original de Skumanich (1972). O gráfico apresenta a evolução temporal dos principais parâmetros dependentes da idade: a emissão em Ca II, a velocidade de rotação e a abundância de Li.

mento da idade, porém trabalhos mais recentes sugerem que as relações idade-atividade só são válidas para estrelas menores que aproximadamente 2 Gyr, sem mais diminuição significativa na atividade após esta idade. Observe, no entanto, que Pace & Pasquini (2004) usaram 5 aglomerados abertos e o Sol, resultando em um ajuste com apenas 6 pontos entre o fluxo cromosférico ou $v \sin i$ e idade. Pace (2013) usou 494 estrelas anãs para indicar um platô após ~ 1.5 Gyr, mas sua amostra é muito heterogênea, com temperaturas efetivas

que variam de 5000K a 7000K.

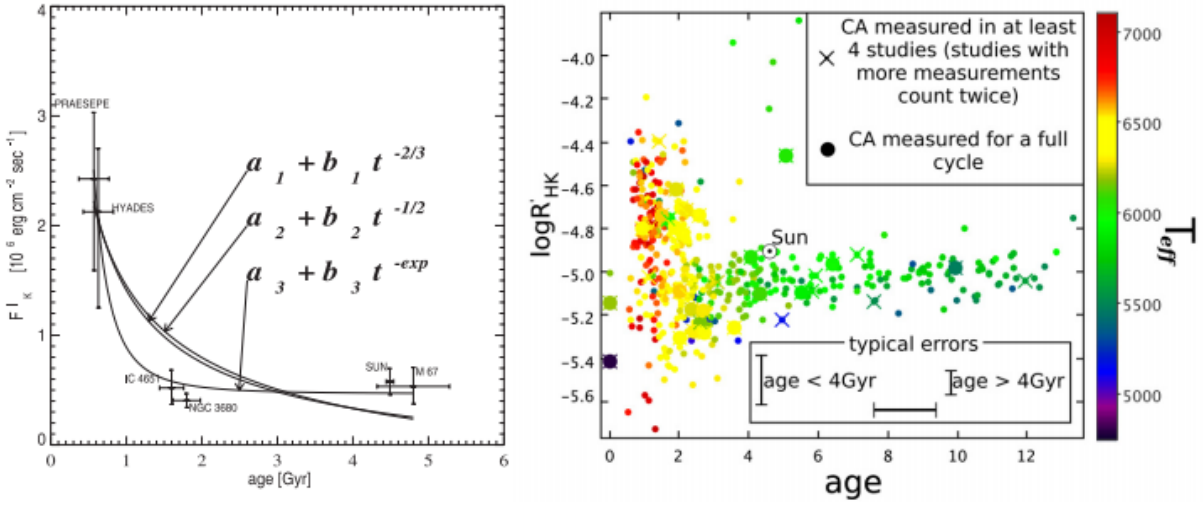


Figura 2.2: Evolução da atividade cromosférica segundo os trabalhos de Pace. O painel à esquerda foi tirado do trabalho de Pace & Pasquini (2004) no qual se usa o fluxo cromosférico como parâmetro de atividade. O painel à direita foi tirado do trabalho de Pace (2013) no qual se usa $\log R'_{\text{HK}}$ como parâmetro de atividade.

Em um contexto mais amplo, a história da atividade magnética do nosso Sol é importante para a habitabilidade planetária (Airapetian & Usmanov, 2016; do Nascimento et al., 2016) e para restringir os modelos de dínamo (por exemplo, Karak et al., 2014; Pipin & Kosovichev, 2016).

Neste trabalho reavaliamos a relação idade-atividade cromosférica usando uma grande amostra de gêmeas solares (Ramírez et al., 2014). Essas estrelas são muito semelhantes ao Sol, uma vez que seus parâmetros estelares (T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$) estão aproximadamente dentro de ± 100 K, ± 0.1 dex, ± 0.1 dex dos valores de Sol¹, conforme adotado em Ramírez et al. (2014). Como as estrelas têm propriedades físicas muito semelhantes, o principal parâmetro que afeta as mudanças na atividade estelar é a sua idade.

2.2 Dados, medição e calibração

2.2.1 Amostra

Nossa amostra foi selecionada entre as 88 gêmeas solares apresentadas em Ramírez et al. (2014). A partir desta amostra, obtivemos dados para 70 estrelas com o instrumento

¹ $T_{\text{eff}}^{\odot} = 5777\text{K}$, $\log g^{\odot} = 4.437$

HARPS (Mayor et al., 2003) no telescópio de 3.6 m no observatório de La Silla, para procurar planetas ao redor de gêmeas solares (programa 188.C-0265, Bedell et al., 2015; Meléndez et al., 2015). Dados adicionais para 9 estrelas foram encontrados no arquivo do ESO, conforme detalhado na Tabela A.1. Graças a esses dados, pudemos fazer um estudo baseado em séries temporais que cobrem vários anos, ao contrário da maioria dos estudos anteriores que podem não ter uma cobertura tão ampla.

Para medir o índice de atividade solar utilizamos espectros de Ceres, Iris e Vesta (projetos ESO 0.82.C-0357 (A), 084.C-0288 (A), 088.C-0323 (A), 295.C-5031 (A), 295.C-5035 (A), 60.A-9036 (A) e 60.A-9700 (G)). Correlacionamos esses índices com o Número Internacional de Manchas Solares de WDC-SILSO (versão 2.0), do Observatório Real da Bélgica, Bruxelas. ²

2.2.2 Calibração para o Sistema Mount Wilson

As medições dos valores de H e K foram feitas com dois filtros (Figura 2.4), um criado por nós e outro semelhante aos filtros originais de Mount Wilson usados para obter o índice S, com base em Duncan et al. (1991) (ver Tabela 2.1). Os filtros criados por nós são mais estreitos do que os filtros originais de Mount Wilson, porque restringimos a emissão no centro das linhas, e também o filtro mais estreito é menos afetado pelas variações no contínuo.

Para medir os índices H e K em todos esses filtros criamos uma rotina no python que calcula a média ponderada da emissão na linha e normaliza pela média da região do contínuo. Além disso, a rotina incluiu a correção Doppler. Para testar se a rotina estava funcionando de forma adequada, comparamos com algumas medidas usando o comando `sbands` do IRAF, o qual tem exatamente a mesma função, e os resultados foram idênticos.

Nossos valores de H e K foram calibrados de acordo com o índice S de Mount Wilson, que é o padrão internacionalmente adotado. Para esta calibração fizemos ajustes que transformaram nosso índice S medido no espectro HARPS em medidas conhecidas deste índice já no sistema de Mount Wilson de 79 gêmeas solares em nosso catálogo, conforme relatado na Tabela A.1.

Testamos diferentes formas de calibrar o índice S. Todos os ajustes apresentados na dissertação foram desenvolvidos pelo autor usando python. O mais simples foi um ajuste

² <http://www.sidc.b/ilso>

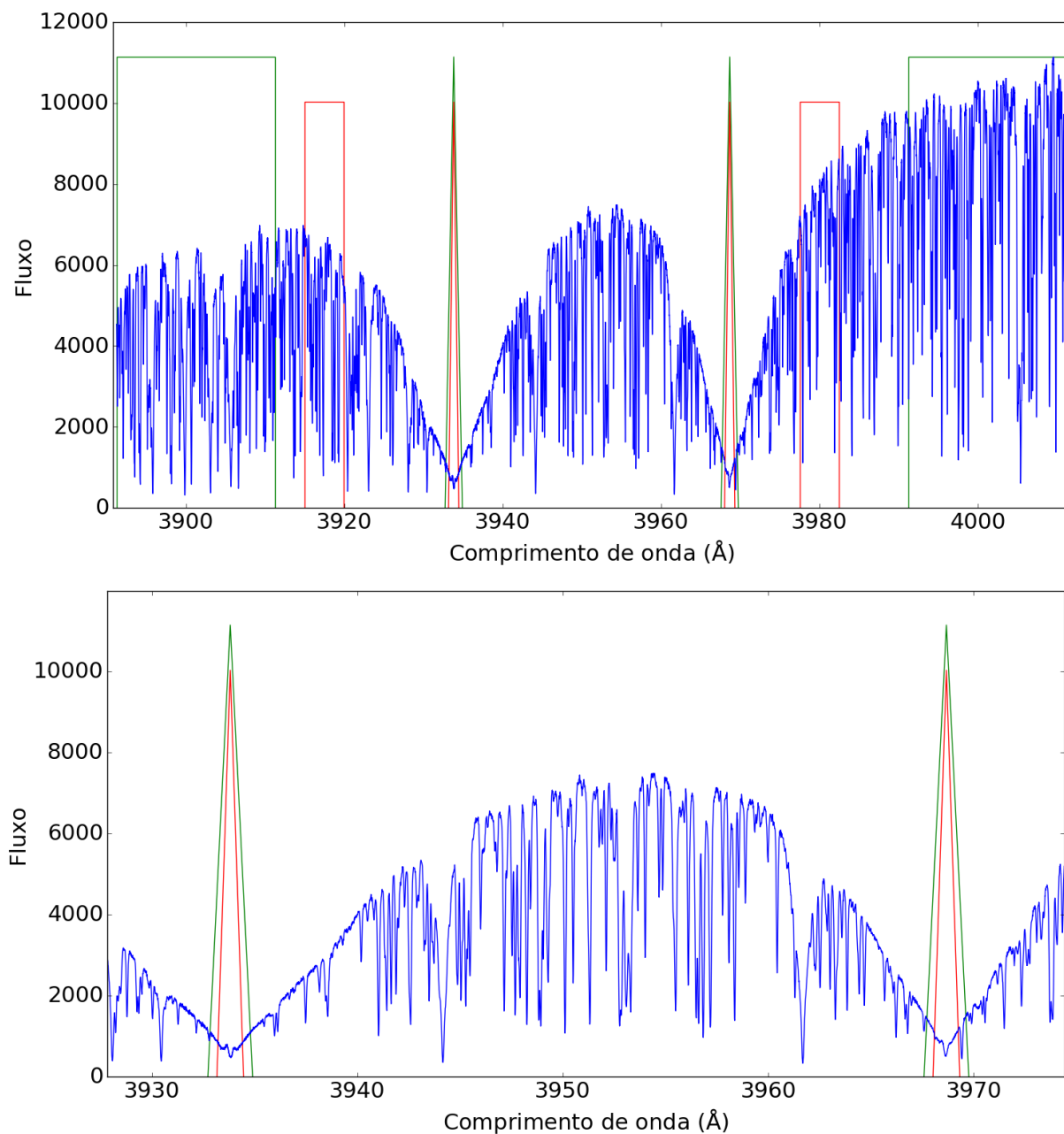


Figura 2.3: Filtros usados neste trabalho. Os retângulos e triângulos em verde representam o filtro original de Mount Wilson, enquanto que os retângulos e triângulos em vermelho e menores representam nosso filtro estreito. O painel acima mostra toda região do espectro usada, enquanto que o de baixo mostra em detalhes as linhas.

linear ($S = A_1x + B_1$), onde x é o índice medido na linha H ou na linha K, ou a média entre as duas linhas.³ Além disso, cada ajuste foi feito em três sistemas: o criado por nós (Tabela 2.1, primeira linha), o filtro citado em Wright et al. (2004), (Tabela 2.1, segunda

³ Nós também fizemos um ajuste linear que combinava os valores de H e K como $S = AH + BK + C$ mas o ajuste foi descartado porque o χ^2 reduzido não mudou, embora mais parâmetros fossem empregados.

Tabela 2.1 - Filtros usados para as linhas H e K do Ca II para calibração do índice S no sistema de Mount Wilson.

	K contínuo		K*	H**	H contínuo	
	Centro	Largura	Largura	Largura	Centro	Largura
Nosso	3917.3 Å	5 Å	1.3 Å	1.3 Å	3979.8 Å	5 Å
Mount Wilson	3901.07 Å	20 Å	2.18 Å	2.18 Å	4001.07 Å	20 Å

* Centro em 3933.663 Å
 ** Centro em 3968.469 Å

Tabela 2.2 - Resultado da calibração dos nossos valores de H e K para o índice S de Mount Wilson, usando a relação linear $S = A_1x + B_1$.

	A_1	B_1	χ^2 reduzido	σ
K	1.3980	0.0130	0.88	0.0085
H	0.6609	0.0413	0.85	0.0086
(H+K)/2	0.8999	0.0318	0.79	0.0082

linha) e o índice médio dos dois anteriores. Os ajustes são mostrados na Fig. 2.4. A calibração com o menor χ^2 reduzido foi um ajuste linear à média dos valores H e K de Wright et al. (2004) (bandas na segunda linha da Tabela 2.1):

$$S = 0.8996(H + K)/2 + 0.03283; \quad (2.1)$$

Para esta combinação, o desvio padrão foi 0.0082 (Tabela 2.2). Observe, no entanto, que todos os ajustes deram uma baixa dispersão. A calibração 2.1 foi aplicada a todos os espectros HARPS.

As estrelas mudam sua atividade com o tempo, como é mostrado, por exemplo, na Fig. 2.5 para o ciclo de atividade de 18 Sco. A variação observada é compatível com o ciclo de atividade de 7 anos relatado por Hall et al. (2007).

O desvio padrão do índice S (σ_S) devido à sua variação com o ciclo de atividade aumenta para as estrelas mais ativas (Fig. 2.6). Para obter uma boa estimativa de σ_S é importante ter observações durante todo o ciclo de atividade, mas esse não é o caso para a maioria das estrelas da amostra. Assim, em alguns casos σ_S representa apenas um limite inferior da variação real do índice S durante todo o ciclo de atividade. Para corrigir essa

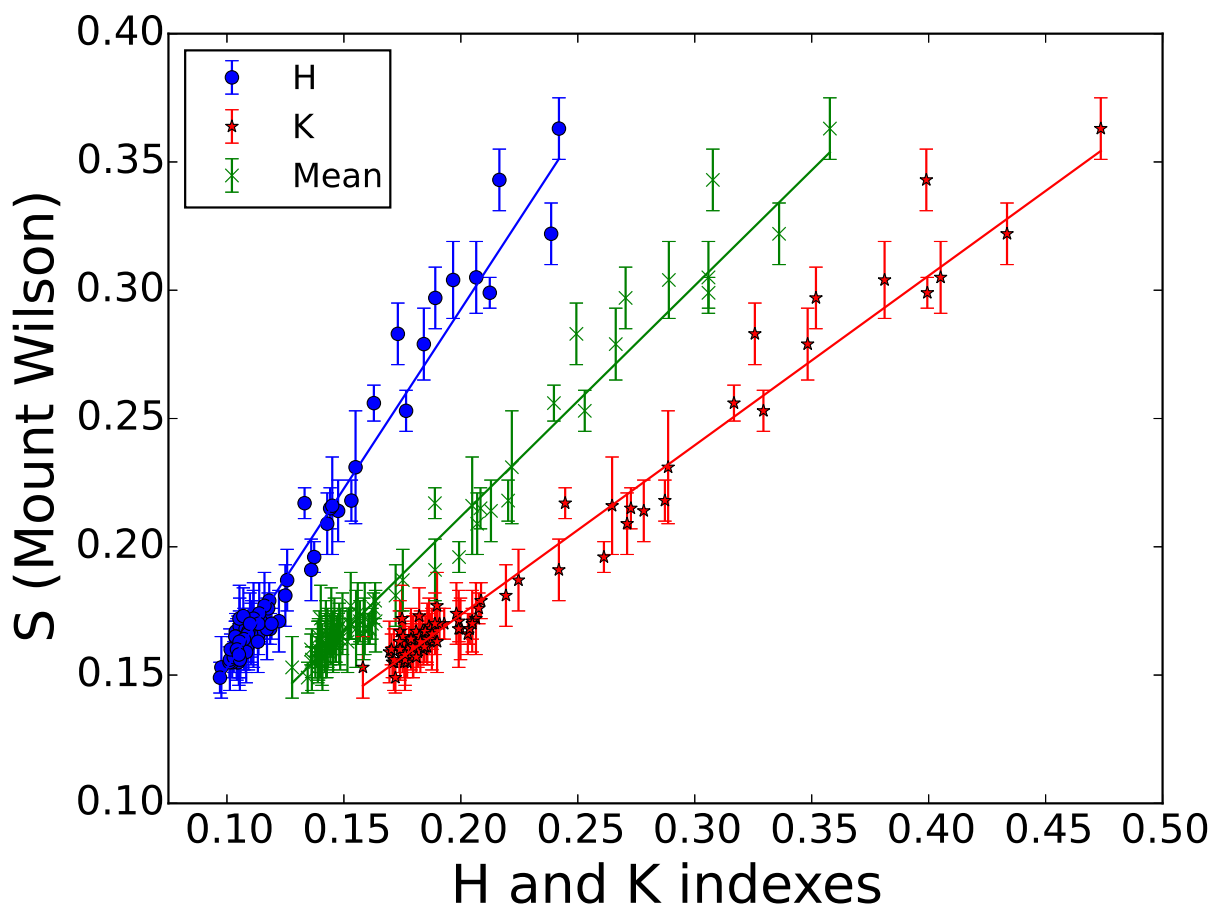


Figura 2.4: Ajuste linear entre os nossos valores de H e K e o índice S de Mount Wilson na literatura. Veja tabela 2.2 para os coeficientes dos ajustes.

limitação, fizemos um ajuste linear entre σ_S e S ($\sigma_S = A_2S + B_2$) usando apenas as estrelas isoladas e as binárias visuais. Na análise abaixo usamos o σ_S medido, mas os desvios que eram inferiores ao ajuste foram considerados um limite inferior para a dispersão e foram substituídos pelo valor ajustado (Fig. 2.6). Nota-se que usar um ajuste (linha tracejada) para as estrelas com observações ao longo de 9 anos (fechado por quadrados), não faz uma diferença significativa para a maioria das estrelas da amostra, mas para as mais ativas a diferença é grande porque não há pontos neste ajuste com S maior do que 0.3. Então nós escolhemos usar o ajuste incluindo todos os pontos.

Observe que o HARPS foi atualizado em junho de 2015 (Lo Curto et al., 2015). Nossos testes com a diferença entre o S médio antes e depois da atualização para 46 estrelas, mostram um desvio absoluto mediano de 0.0033 no índice S, apenas $\sim 1\%$ de seus valores S, e consideravelmente menor do que o espalhamento das nossas calibrações (última coluna

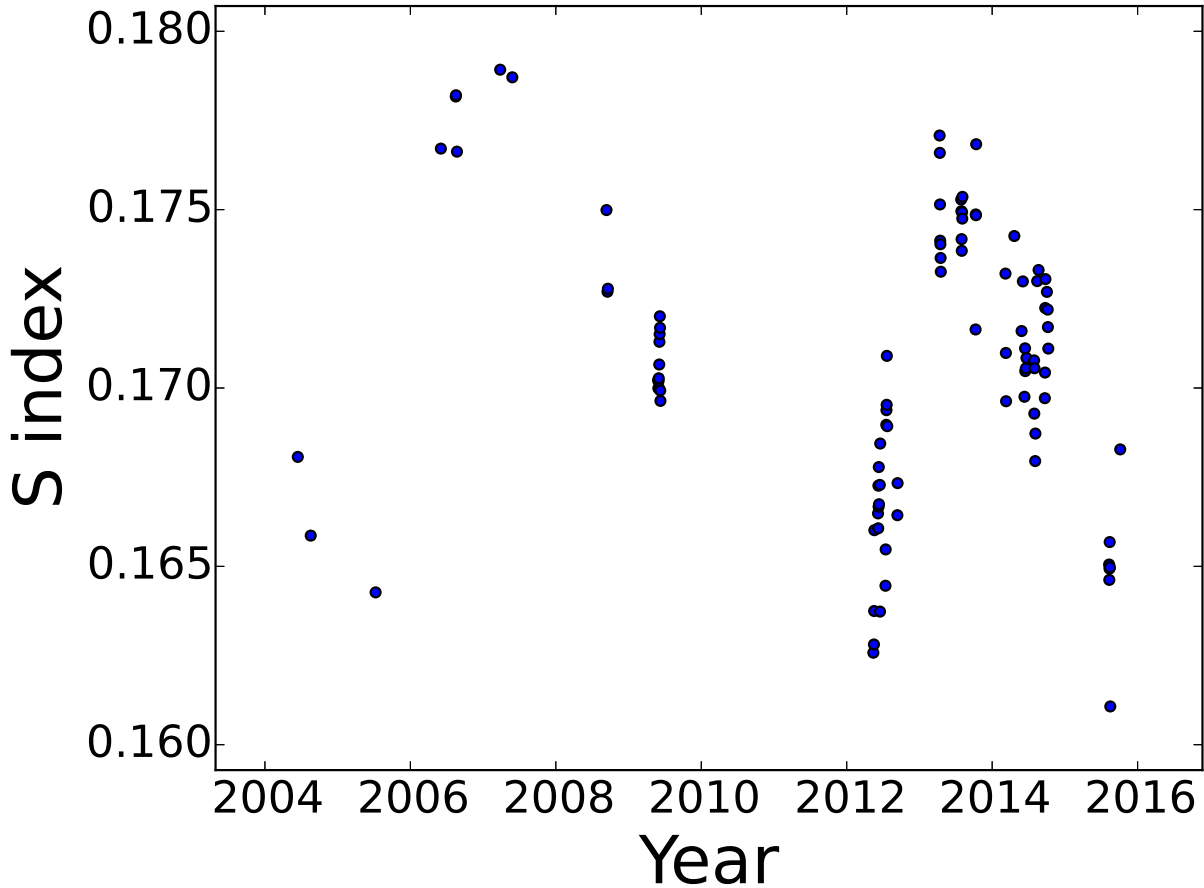


Figura 2.5: A evolução temporal da atividade cromosférica da estrela 18 Sco (HIP79672) usando nosso índice S calibrado (foi plotado um ponto por noite).

da Tabela 2.2). Na Fig. 2.7 podemos ver que não há variação significativa do índice S medido após junho de 2015, por isso escolhemos usar esses dados com a mesma calibração. Os valores médios e desvio padrão dos valores de S, já calibrados para o sistema de Mount Wilson, usando a transformação de $(H + K)/2$ para S (Eq. 2.1), são dados na tabela A.2.

2.2.3 Conversão para o R'_{HK}

A partir do índice S fizemos a conversão para R_{HK} , que é o fluxo total por cm^2 na superfície estelar nas linhas H e K normalizadas por σT_{eff}^4 . No entanto, R_{HK} tem um componente cromosférico (R'_{HK}) e fotosférico (R_{phot}). Assim, para calcular a emissão cromosférica R'_{HK} precisamos subtrair primeiro a contribuição fotosférica. Realizamos isso usando a conversão descrita em Wright et al. (2004).

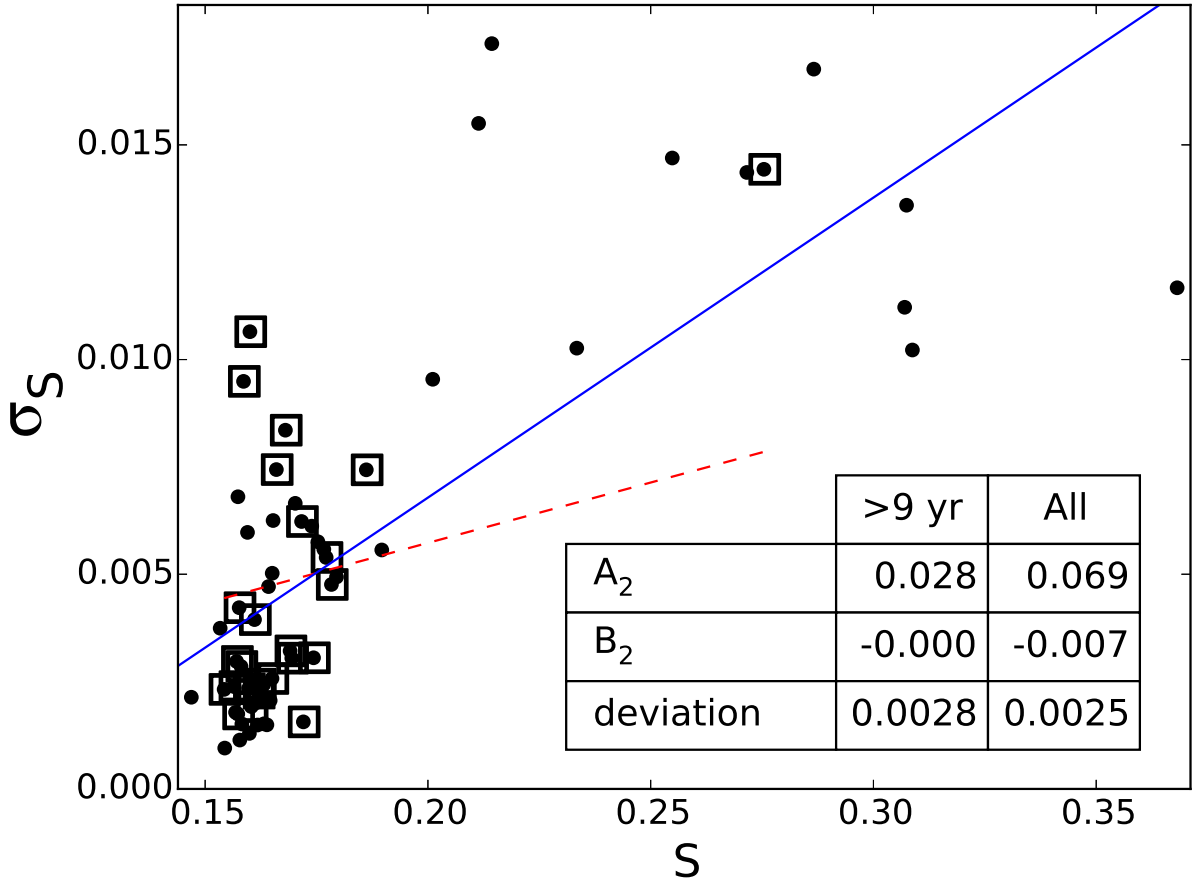


Figura 2.6: Variação do desvio padrão do S para todas gêmeas solares solitárias. Os pontos com um quadrado são estrelas que foram observadas por mais de 9 anos com o HARPS. A linha azul é o ajuste linear usando todos os pontos e linha vermelha tracejada é o ajuste usando só estrelas observadas por mais de 9 anos.

$$R_{\text{HK}} = 1.34 \times 10^{-4} C_{\text{cf}} S, \quad (2.2)$$

Onde

$$\log C_{\text{cf}}(B - V) = 1.13(B - V)^3 - 3.91(B - V)^2 + 2.84(B - V) - 0.47 \quad (2.3)$$

Finalmente,

$$\log R_{\text{phot}} = -4.898 + 1.918(B - V)^2 - 2.893(B - V)^3 \quad (2.4)$$

e

$$R'_{\text{HK}} = R_{\text{HK}} - R_{\text{phot}}. \quad (2.5)$$

As cores $(B-V)$ foram obtidas principalmente do catálogo de fotometria UBV de gêmeas solares por Ramírez et al. (2012) e complementadas com outros valores da literatura, como

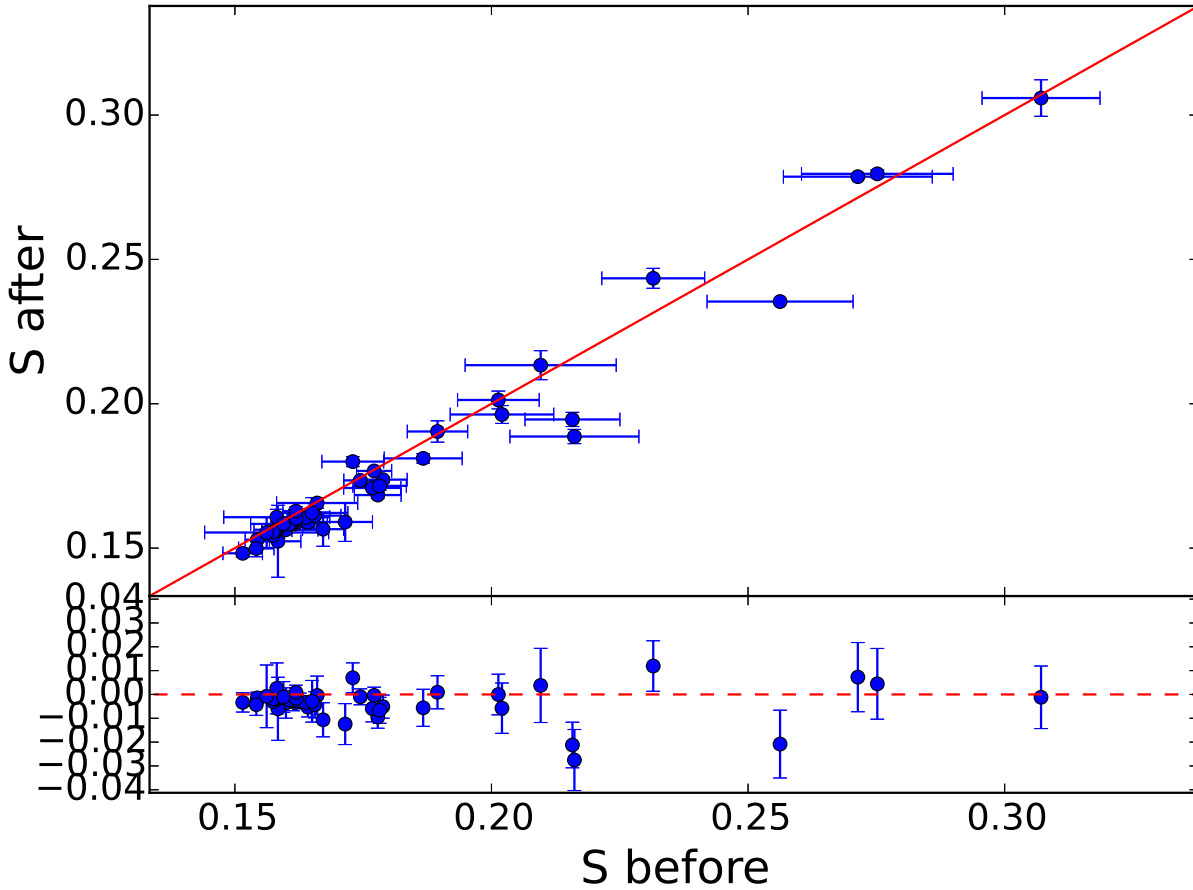


Figura 2.7: Os índices S antes e depois do upgrade do HARPS em junho de 2015. A linha vermelha é a relação 1:1. Os resíduos são mostrados no painel de baixo, com a linha vermelha tracejada em 0.0.

explicado em Ramírez et al. (2014). Nós não corrigimos por avermelhamento porque a maioria de nossa amostra são estrelas próximas ($d \leq 90$ pc), exceto HIP114915 ($d = 102.56$ pc). Entretanto esta estrela se encontra em uma latitude galáctica elevada ($b = -68^\circ$), tendo assim uma extinção baixa, $E(B-V) = 0.020$ de acordo com Schlegel et al. (1998) e 0.017 de acordo com a correção por Schlafly & Finkbeiner (2011) ou 0.008 adotando a correção proposta por Meléndez et al. (2006).

Este procedimento tem a desvantagem de usar o índice (B-V) para calcular as contribuições fotosféricas e cromosféricas, pois estes estão diretamente relacionados a T_{eff} em vez de (B-V), sendo que este último apresenta não apenas dependência com temperatura mas também com a metalicidade. Então fizemos novas calibrações para R'_{HK} usando T_{eff} em vez de (B-V), para testar se chegaríamos à mesma conclusão. Primeiro, calibramos R_{phot} usando os valores de R_{HK} e R'_{HK} dados em Noyes et al. (1984). A T_{eff} foi retirada de

Ramírez et al. (2014) e a melhor calibração que alcançamos é a Eq. 2.6 (traçada na Fig. 2.8):

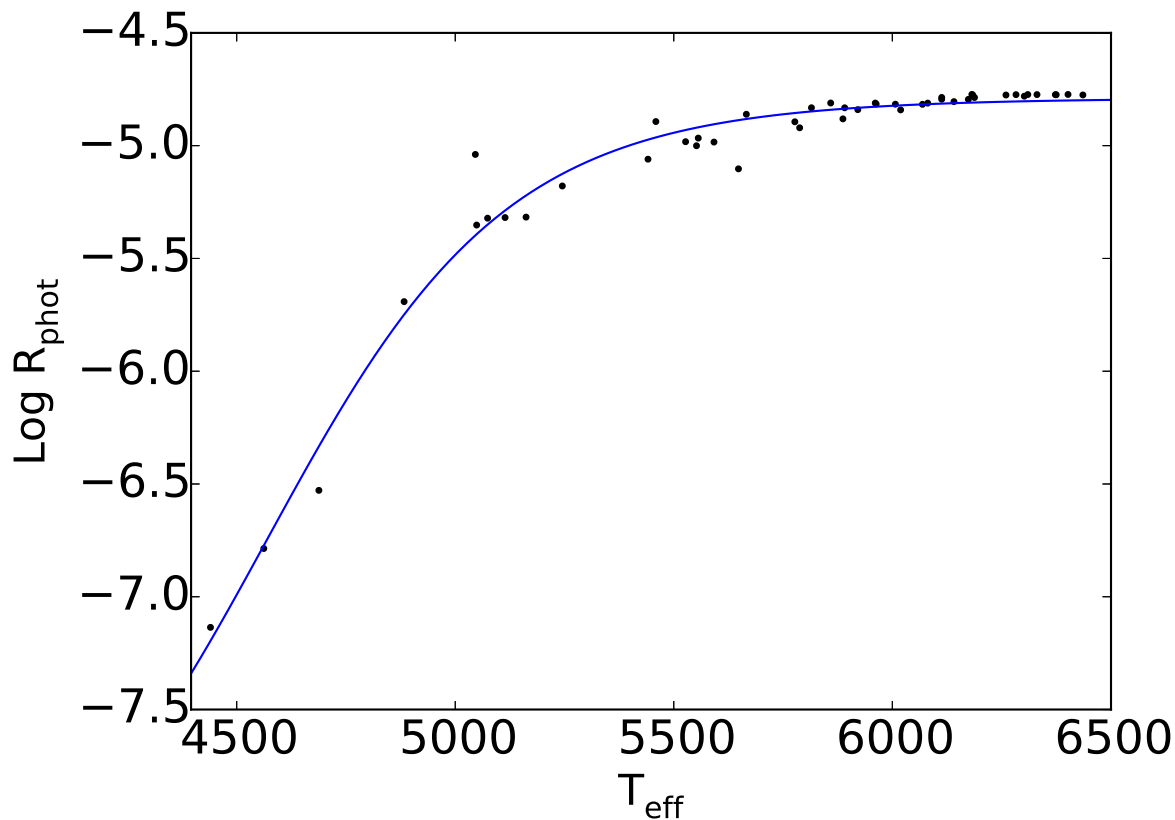


Figura 2.8: O $\text{Log } R_{\text{phot}}$ das estrelas presentes em Noyes et al. (1984). A linha azul representa nosso ajuste descrito na Eq. 2.6.

$$\log R_{\text{phot}} = -4.78845 - 3.70700 / (1 + T_{\text{eff}}/4598.92)^{17.5272}. \quad (2.6)$$

Depois disso, calibramos o C_{cf} usando os valores encontrados em Rutten (1984) excluindo as estrelas gigantes. A calibração segue abaixo (traçada na Fig. 2.9):

$$\log C_{\text{cf}} = -1.70 \times 10^{-7} T_{\text{eff}}^2 + 2.25 \times 10^{-3} T_{\text{eff}} - 7.31. \quad (2.7)$$

Os resultados revisados usando T_{eff} para calcular R'_{HK} seguem na subseção 2.3.3.

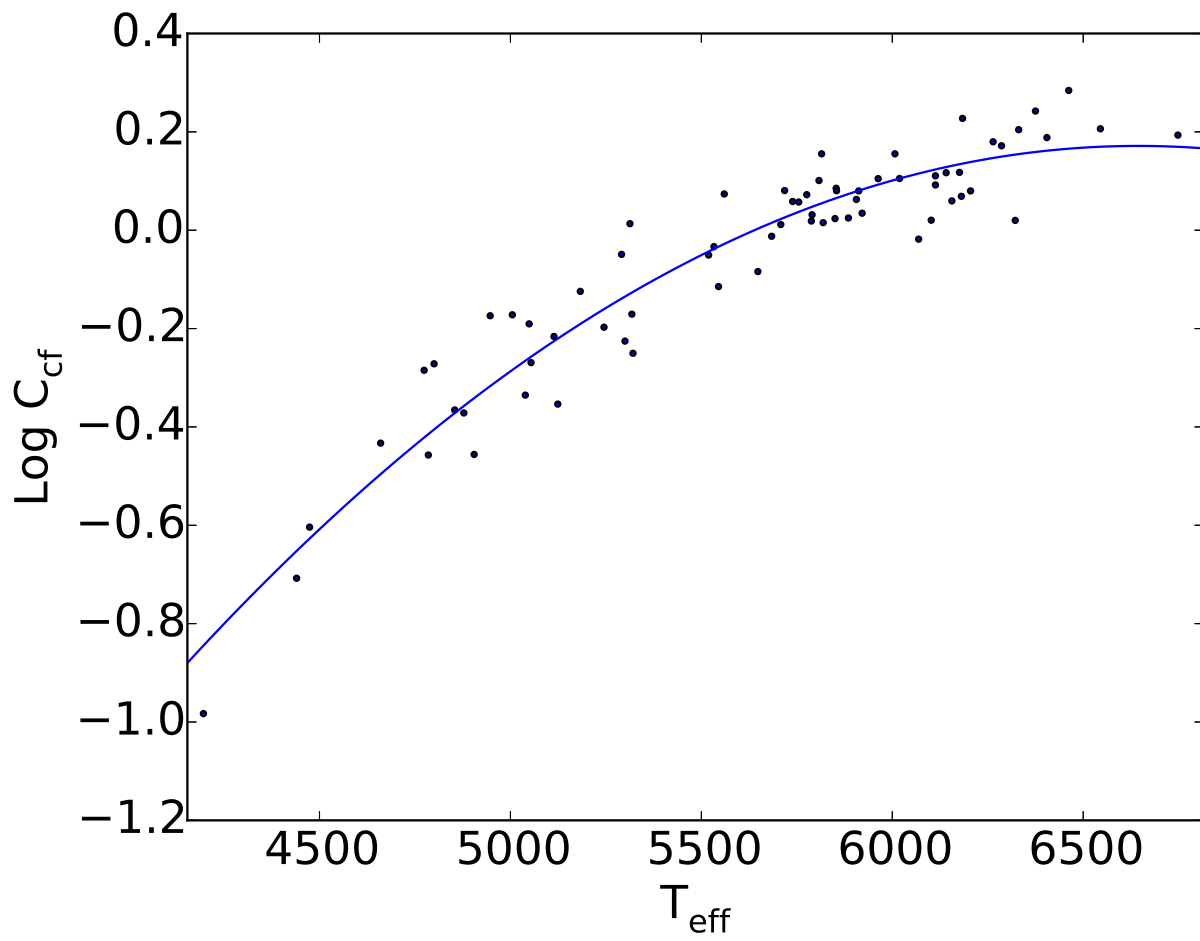


Figura 2.9: O C_{cf} das estrelas citadas em Rutten (1984). A linha azul representa nosso ajuste descrito na Eq. 2.7.

2.2.4 O Sol

Foi demonstrado por Bertello et al. (2016) que o índice integrado de Ca II do disco tem uma forte correlação linear com o número internacional de manchas solares. Portanto, poderíamos realizar uma calibração entre o índice S e o número de manchas solares, permitindo assim aumentar nossa linha de base temporal. Embora tenha sido sugerida uma relação quadrática entre o índice S e a área do disco solar (Shapiro et al., 2014), os resultados por Bertello et al. (2016) sugerem que o índice S deve se correlacionar linearmente com o número internacional de manchas solares.

Para cada dia que o índice S foi medido com o espectrógrafo HARPS, relacionamo-lo com a média entre o número de manchas solares de um dia antes e um dia após a observação, usando o número de manchas solares de WDC-SILSO. A relação entre eles é apresentada na Fig. 2.10.

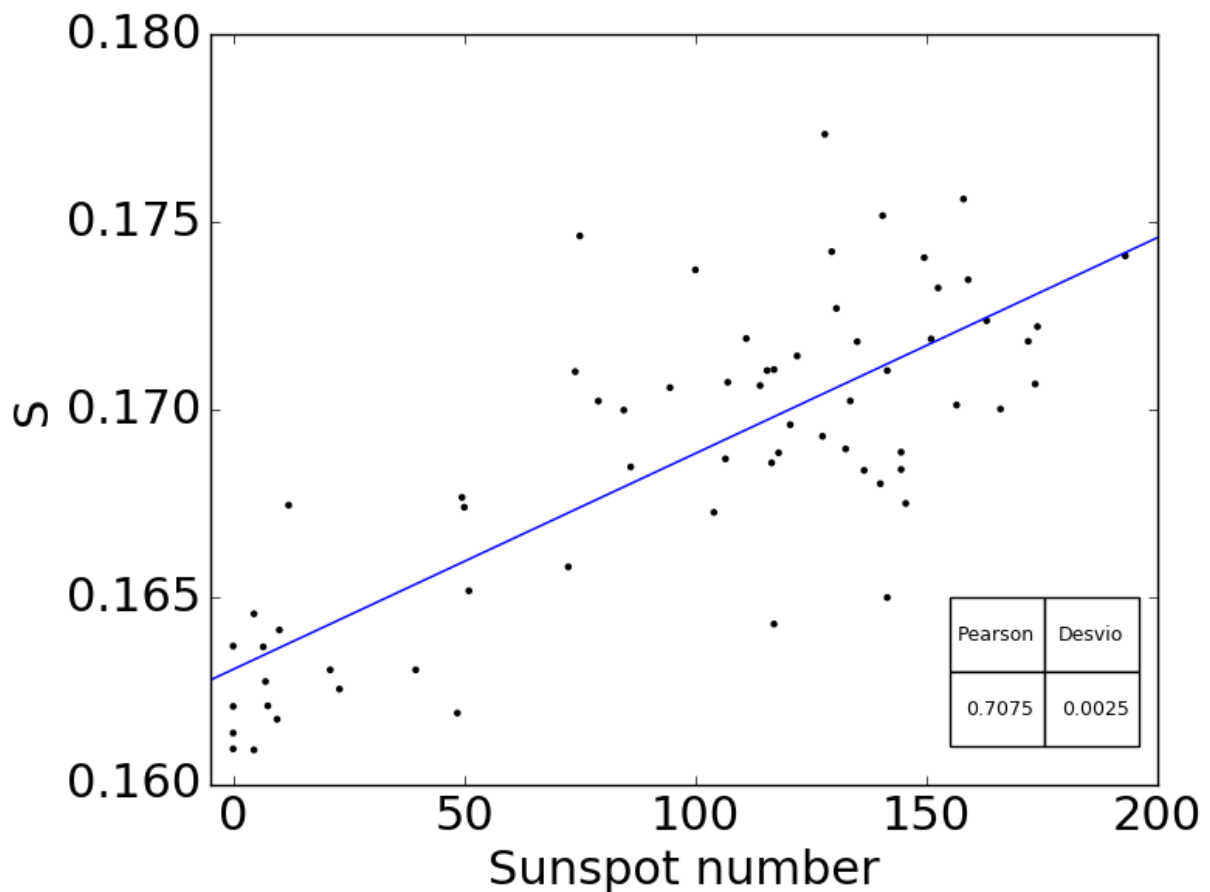


Figura 2.10: O número Internacional de Manchas Solares (WDC-SILSO) contra o índice S no mesmo dia. A linha azul representa o melhor ajuste entre eles, como mostrado na Eq. 2.8.

Assim, estimamos o melhor ajuste entre eles como:

$$S = 5.78213 \times 10^{-5} N + 0.162976, \quad (2.8)$$

onde N é o Número Internacional de Manchas Solares definido pelo Observatório Real da Bélgica. Com essa relação, utilizamos o número médio mensal de manchas solares a partir de janeiro de 1850 (quando o número de manchas solares começou a ser medido diariamente) e convertemos cada número de manchas solares num índice S equivalente. Encontramos uma média de 0.1679 e um desvio padrão de 0.0039. A evolução temporal do índice S deduzida das manchas solares é apresentada na Fig. 2.11, mostrando como o nível médio de atividade depende do ciclo de atividade. A vantagem de nossa abordagem é que usamos 15 ciclos solares para atingir um índice S médio acurado.

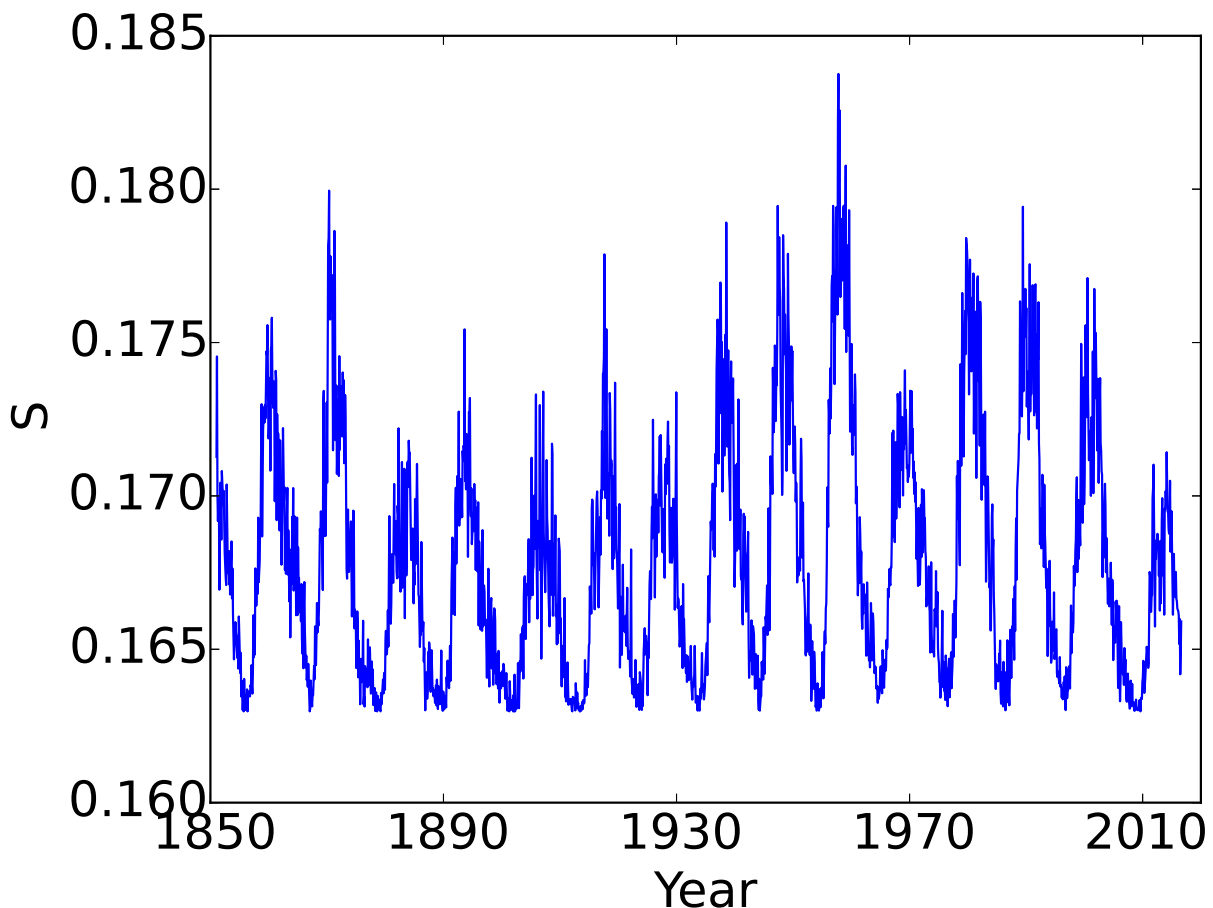


Figura 2.11: A média mensal do índice S solar (usando a eq. 2.8) desde 1850.

Os valores do Sol obtidos neste trabalho são comparados com os de Egeland et al. (2017), Mamajek & Hillenbrand (2008, a seguir MH08), Hall et al. (2007), Radick et al.

(1998), Baliunas et al. (1995), White et al. (1992) e Duncan et al. (1991) na Tabela 2.5. Observe o excelente acordo de nossos resultados com os valores medidos por Hall et al. (2007) e com o recente estudo detalhado do índice S do Observatório de Mount Wilson do Sol por Egeland et al. (2017), onde problemas de calibração com resultados anteriores são discutidos em detalhe.

Tabela 2.5 - Nossos valores de atividade solar em relação a outros da literatura.

	S	σ S	Log R'_{HK} (σ Log R'_{HK})	Min (σ) / Max (σ)	Log R'_{HK} 68% variação	Ciclos
Este trabalho	0.1679	0.0039	-4.952 (0.022)	-4.979 (0.001)/-4.909 (0.009) ^a	-4.974 to -4.926	10-24
Este trabalho ^b	0.1686	0.0042	23-24
Egeland et al. (2017)	0.1686	23-24
Egeland et al. (2017) ^c	0.1694	0.0030	-4.944 (0.009)	-4.984 / -4.905	...	15-24
MH08	0.176	0.003	-4.906	...	-4.942 to -4.865	20-23
Hall et al. (2007)	0.170	23
Radick et al. (1998)	0.178	...	-4.89	21-22
Baliunas et al. (1995)	0.179	...	-4.901 ^d	21-22
White et al. (1992)	0.173	0.007	20-21
Duncan et al. (1991)	0.172	0.0133	20

^a Correspondendo aos 10 e 90 percentuais da distribuição do Log R'_{HK} .

^b Aqui nós só usamos o índice S medido no espectrógrafo HARPS, sem nenhuma calibração com o número de manchas.

^c Estes valores incluem recalibrações de trabalhos anteriores.

^d Baliunas et al. (1996).

2.3 Relação atividade-idade

2.3.1 idades estelares

As idades empregadas neste trabalho são de Tucci Maia et al. (2016), exceto para HIP29525 e HIP109110, para as quais foram adotadas idades rotacionais. Essas idades foram obtidas comparando-se a localização observada de cada estrela no espaço de parâmetros estelares com as previsões da teoria da evolução estelar, conforme calculado pelo grupo Yonsei-Yale (Yi et al., 2001; Kim et al., 2002). Os parâmetros estelares de entrada para estes cálculos são muito precisos, são eles os valores T_{eff} , $\log g$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$ espectroscópicos. Portanto, as distribuições de probabilidade de idade que são calculadas a partir dos pontos isocrônicos mais próximos são relativamente estreitas, levando a valores precisos para as idades mais prováveis de nossas estrelas. Detalhes dessa abordagem probabilística são dados em Ramírez et al. (2014, Seção 4.5 deles), enquanto que em Tucci Maia et al. (2016, Seção 2.2 deles) são discutidas as pequenas correções que precisam ser

aplicadas à escala $[\text{Fe}/\text{H}]$ deste conjunto de isócronas para reproduzir perfeitamente a idade solar.

Tipicamente, as idades isocronais das estrelas da sequência principal são muito incertas devido às luminosidades mal conhecidas, que derivam de distâncias/paralaxes imprecisas, e o fato de que as estrelas evoluem lentamente durante essa fase. Para gêmeas solares, isso não é um problema porque as gravidades superficiais das estrelas, que substituem as luminosidades das estrelas neste procedimento, são extremamente precisas, assim como as temperaturas efetivas das estrelas e as metalicidades. De fato, a precisão das idades estelares para gêmeas solares é tão boa quanto, se não melhor que aquelas obtidas para estrelas ligeiramente evoluídas, para as quais o método de isócronas funciona melhor. Além disso, como os conjuntos de isócronas podem ser ligeiramente modificados para coincidir precisamente com os parâmetros solares, idades de gêmeas solares podem ser feitas não só muito precisas, mas também razoavelmente acuradas.

Observe que o nosso método de isócronas diferencial retorna a idade de 7.1 ± 0.2 Gyr para o par de gêmeas solares 16 Cyg (Ramírez et al., 2011), reproduzindo assim a idade sísmica (média de 7.0 ± 0.1 Gyr) estimada por van Saders et al. (2016). Assim, nosso método parece válido também para estrelas além da idade solar.

2.3.2 Relação atividade-idade usando a calibração (B-V)

Temos binárias visuais e espectroscópicas em nossa amostra, conforme marcado na Tabela A.2. Elas foram identificados a partir de trabalhos anteriores na literatura, ou de nossa própria observação com o HARPS (ver Tucci Maia et al. (2016) para detalhes). As binárias espectroscópicas podem ter uma evolução diferente das outras estrelas porque a interação com seu parceiro pode alterar o momento angular e, conseqüentemente, a atividade cromosférica, de modo que foram ignoradas no ajuste de atividade em relação à idade.

Há três estrelas anômalas (HIP19911, HIP43297, HIP67620) que são muito ativas para suas idades (veja Fig. 2.12). Note que elas são binárias espectroscópicas e mostram velocidades de rotação muito altas para suas idades (dos Santos et al., 2016). HIP67620 também foi identificada como anormalmente alta em $[\text{Y}/\text{Mg}]$ (Tucci Maia et al., 2016), sendo evidência de transferência de massa de uma ex-companheira AGB, causando um rejuvenescimento na atividade estelar devido à transferência de momento angular. Esta

estrela é provavelmente uma blue straggler gêmea solar, como HIP10725 (Schirbel et al., 2015). As estrelas HIP19911 e HIP43297 também têm abundâncias de Y elevadas para sua idade (Tucci Maia et al., 2016), sugerindo uma conexão com o fenômeno de blue straggler.

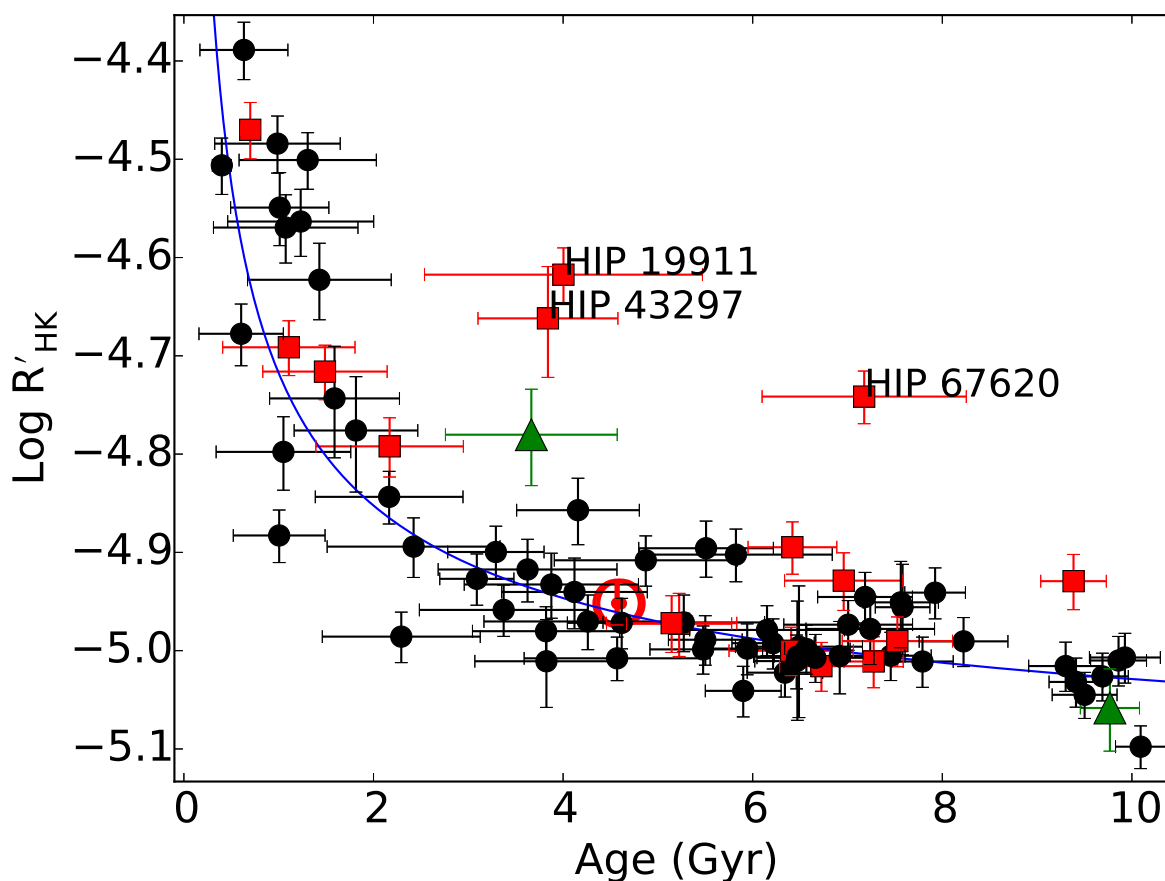


Figura 2.12: $\text{Log} R'_{\text{HK}}$ usando (B-V) para todas as gêmeas solares. Os círculos pretos são gêmeas solitárias, os quadrados vermelhos são binárias espectroscópicas, os triângulos verdes são binárias visuais e o Sol é representado pelo seu símbolo usual. Três estrelas anômalas foram identificadas. A linha azul é a nossa relação idade-atividade baseada na Eq. 2.10 e com os coeficientes da Tabela 2.6

Com todas as medições do indicador de atividade $\log R'_{\text{HK}}$ para estrelas solitárias e binárias visuais, fizemos três ajustes de atividade em função da idade, usando as fórmulas abaixo. A primeira é uma lei genérica de potência, como sugerido por Pace & Pasquini (2004):

$$\log R'_{\text{HK}} = A_3 t^{C_3} + B_3, \quad (2.9)$$

e, isolando t , temos:

$$t = A_4 (\log R'_{\text{HK}} + B_4)^{C_4}, \quad (2.10)$$

Tabela 2.6 - Resultados dos coeficientes, desvio padrão e χ^2 obtidos nos ajustes idade-atividade.

Função	$A_{4,5,6}$	$B_{4,5,6}$	$C_{4,5,6}$	D_5	σ	χ^2 reduzido
Nosso (B-V) [lei de potência]	0.2109	5.1649	-1.9337	...	0.50	1.49
MH08 original	-1.6675	-17.912	-47.053	...	0.95	5.89
MH08 recalibrado	4.5460	40.859	91.491	...	0.49	1.49
D93 original	-0.0522	0.4085	-1.3340	1.725	1.79	6.47
D93 recalibrado	-0.4554	3.0995	-6.9446	5.148	0.45	1.49
Nosso (T_{eff}) [lei de potência]	0.2782	5.3418	-2.8280	...	0.47	1.40

onde t é a idade estelar em Gyr. Outra fórmula que foi utilizada é a desenvolvida por Donahue (1993, daqui em diante D93), tal como é usada por Wright et al. (2004):

$$\log(t) = A_5 R_5^3 + B_5 R_5^2 + C_5 R_5 + D_5, \quad (2.11)$$

onde R_5 é $R'_{\text{HK}} \times 10^5$. Os coeficientes originais de D93 são $A = -0.0522$, $B = 0.4085$, $C = -1.334$ e $D = 1.725$.⁴ A última fórmula adotada foi a proposta por MH08:

$$\log(t) = A_6 \log(R'_{\text{HK}})^2 + B_6 \log(R'_{\text{HK}}) + C_6, \quad (2.12)$$

com coeficientes originais $A = -1.6675$, $B = -17.912$ e $C = -47.053$.⁵

As calibrações originais de MH08 e D93 não descrevem bem as idades das estrelas mais antigas, porque têm um declínio acentuado em vez de um comportamento plano após 4 Gyr, como sugerido por nossos dados (ver Fig. 2.13). Assim, fizemos novos ajustes para as equações D93 e MH08. O resultado dos ajustes são dados na Tabela 2.6 e também são mostrados na Fig.2.13.

Há problemas com as relações recalibradas D93 e MH08, porque as estrelas mais ativas não seguem uma relação estritamente monotônica com a idade. Embora esta seja a melhor solução matemática, ela não faz sentido físico, porque essa solução prevê a possibilidade de uma estrela se tornar mais ativa quando fica mais velha. Exceto por isso, as relações recalibradas D93 e MH08 seguem aproximadamente bem o nosso ajuste escolhido usando a Eq. 2.10 (primeira linha da Tabela 2.6), como mostrado na Fig. 2.13.

As relações de D93 e MH08 mostram um comportamento não-físico para estrelas muito

⁴ Observe que o coeficiente original é 10.725 porque é dado em anos.

⁵ Observe que o coeficiente original é -38.053 porque é dado em anos.

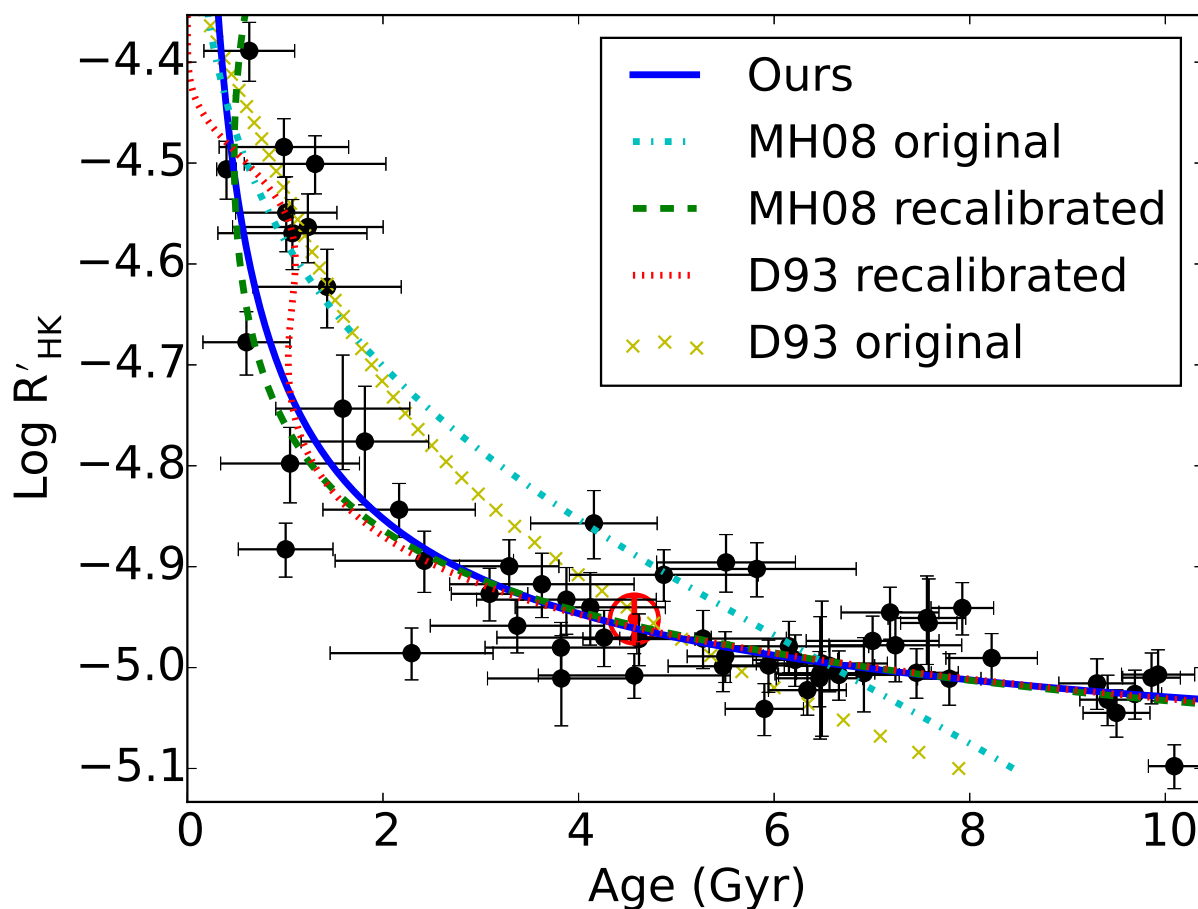


Figura 2.13: $\text{Log}R'_{HK}$ pela idade para todas as gêmeas solares (excluindo binárias). O Sol é representado com seu símbolo usual. A linha azul é a nossa relação idade-atividade, o D93 original e o MH08 original são os ajustes baseados nas relações originais por D93 e MH08, respectivamente. Os outros dois ajustes são baseados nas equações de MH08 e D93 mas com o coeficiente ajustado usando nossa amostra de gêmeas solares. Observe o comportamento não-físico dos polinômios recalibrados D93 e MH08 para estrelas jovens.

ativas, assim, nossa calibração escolhida (Eq. 2.10, Tabela 2.6) parece ser a mais apropriada para toda a faixa etária coberta pelas gêmeas solares.

Para verificar a sensibilidade da atividade à idade, calculamos o coeficiente de correlação de Pearson (R), estabelecendo idades mínimas começando em 0 e aumentando em passos de 1 Gyr até 9 Gyr, como mostrado na Fig.2.14. Notamos que, ao considerar todas as estrelas, há uma correlação entre idade e atividade. No entanto, ao remover as estrelas mais jovens a correlação enfraquece. Isto é devido ao fato de que para estrelas mais velhas, o decréscimo contínuo da atividade é muito pequeno. Na Fig. 2.14 podemos ver que para as estrelas maiores que 4Gyr a correlação torna-se tão baixa que a probabilidade de um falso alarme é maior que 1 % e também o coeficiente de correlação cai rapidamente, ficando

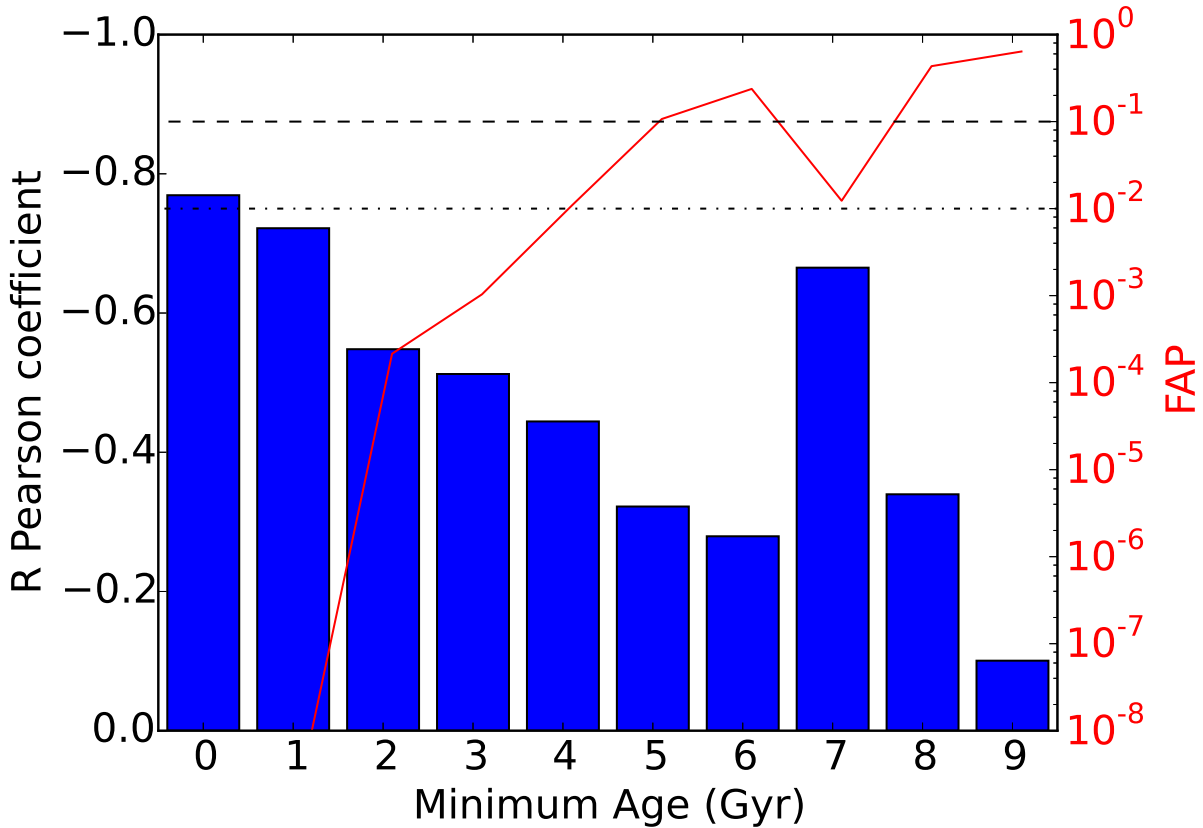


Figura 2.14: Coeficiente R de Pearson para gêmeas solares com idade mínima de 0 a 9 Gyr representada pelas barras azuis. A linha contínua vermelha representa a probabilidade de alarme falso (FAP), ou seja, a probabilidade de que tal correlação possa ter surgido a partir do ruído branco.

abaixo de 50 % acima de 3Gyr. Em outras palavras, a atividade das estrelas perde a sua sensibilidade à idade em cerca de 3-4Gyr.

O Sol é um ponto chave de calibração das relações idade-atividade. Portanto, é importante verificar se ele tem uma atividade cromosférica normal. Na Fig. 2.13 mostramos o Sol usando nossas medições. Como pode ser visto, o Sol tem um nível normal de atividade para sua idade, porque seu $\log R'_{\text{HK}}$ é compatível com nosso ajuste dentro de 1σ . Isso mostra a importância de usar um único método consistente para calcular o R'_{HK} dos espectros do HARPS para o Sol e para as outras estrelas. Quando comparado com outras medidas da literatura, tivemos uma atividade menor (média de $\log R'_{\text{HK}} = -4.952$). Por exemplo, Baliunas et al. (1996) encontram $\log R'_{\text{HK}} = -4.901$, mas eles apenas mediram R'_{HK} do ciclo 20 para 22, e suas medições podem ser afetadas por problemas de calibração, resultando em um índice S elevado para o Sol e, portanto, em um alto $\log R'_{\text{HK}}$. Nosso resultado está em melhor acordo com Hall et al. (2007) e Egeland et al. (2017), que encon-

traram -4.94 e -4.944 , medindo R'_{HK} do ciclo 23 e os ciclos 15-24, respectivamente, usando o mesmo espectrógrafo para o Sol e para as estrelas, como em nosso caso. Observe que o nosso valor é estimado a partir dos ciclos 10 a 24, sem um viés para ciclos fortes ou fracos.

2.3.3 A análise usando T_{eff}

O R'_{HK} usando (B-V) é quase sempre próximo ao R'_{HK} usando T_{eff} . Como pode ser visto na Fig. 2.15. A diferença tem uma média de 0.011 e um desvio padrão de 0.023 dex.

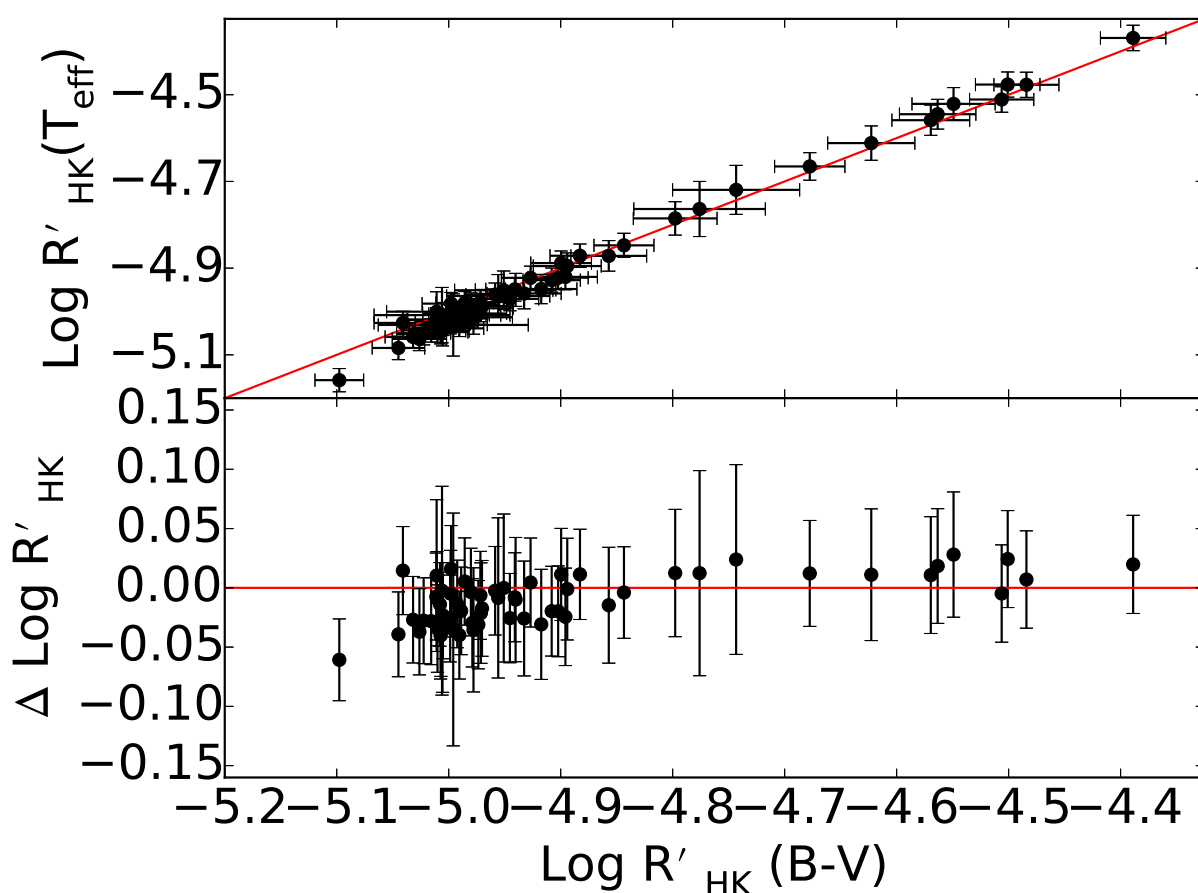


Figura 2.15: The $\log R'_{\text{HK}}$ usando (B-V) vs o $\log R'_{\text{HK}}$ usando T_{eff} (painel superior) e os resíduos entre eles (painel inferior). A linha vermelha representa a relação 1:1.

Aqui seguimos o mesmo procedimento descrito na Seção 2.3.2. Primeiro, ajustamos apenas a nossa relação (Eq. 2.10) como pode ser visto na Fig.2.16; os coeficientes estão na última linha da Tabela 2.6. Observe que nosso novo ajuste idade-atividade fornece resíduos menores do que o nosso ajuste usando (B-V), e obtemos o menor valor de χ^2 reduzido.

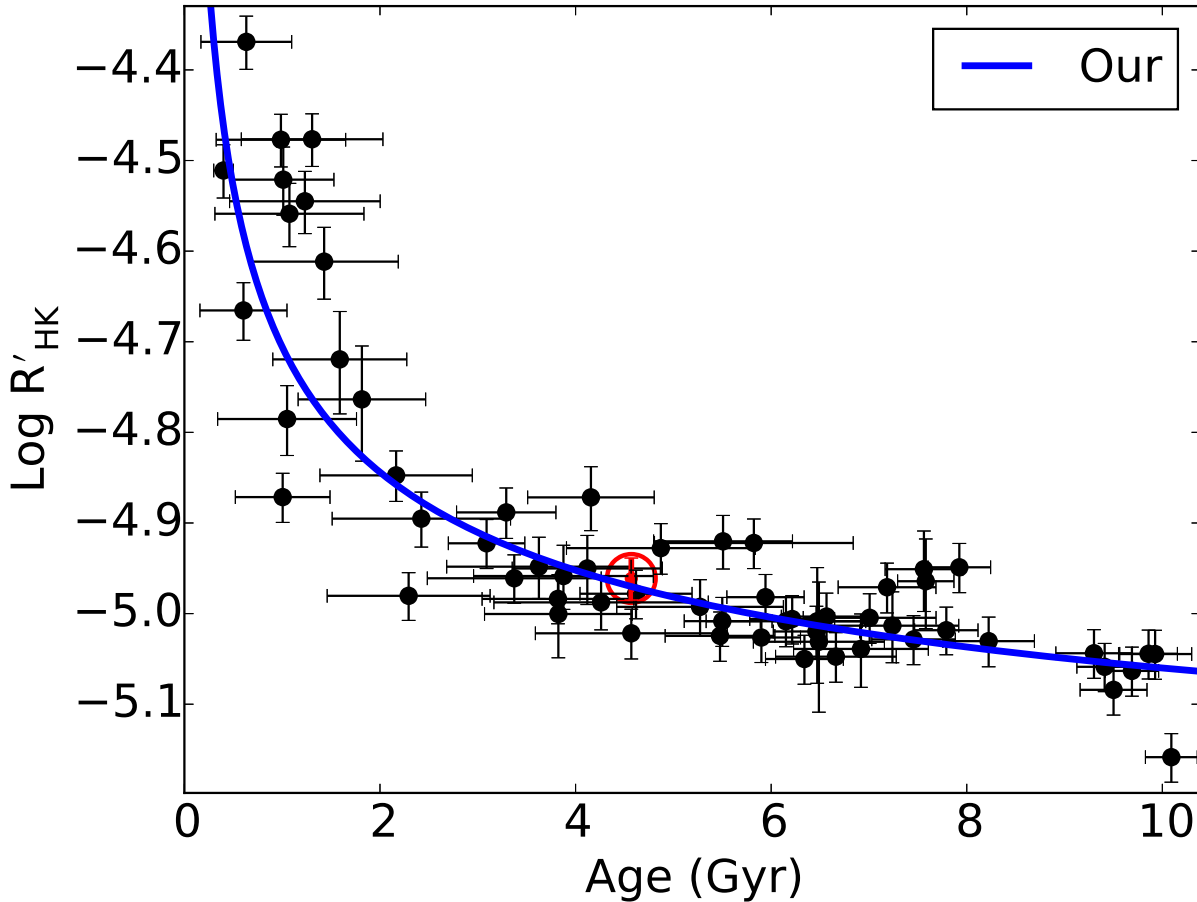


Figura 2.16: $\text{Log } R'_{\text{HK}}$ usando T_{eff} vs idade para todas as estrelas solares gêmeas solares. Os círculos negros são estrelas solitárias e o Sol é representado com seu símbolo usual. A linha azul é nossa relação atividade-idade baseada na Eq. 2.10 e os coeficientes na última linha da Tabela 2.6

Depois disso, estudamos a sensibilidade da atividade à idade, calculando o coeficiente de correlação de Pearson para o $\text{log } R'_{\text{HK}}$ usando T_{eff} , como mostrado na Fig. 2.17.

Nosso ajuste idade-atividade usando T_{eff} mostra um declínio mais definido com a idade e a correlação entre idade e atividade é mais forte. No entanto, após 5 Gyr o coeficiente R é menor que 50 % e o FAP é maior que 1 %, então após essa idade o $\text{log } R'_{\text{HK}}$ é quase constante, como aquele que utiliza a calibração (B-V).

2.4 Discussão

De acordo com nossos resultados, é claro que as estrelas com mais de 3-4 Gyr têm uma atividade decrescente tão plana que a atividade é muito fracamente dependente da idade. Isto é reforçado pelo nosso grupo muito homogêneo de estrelas, que são gêmeas solares

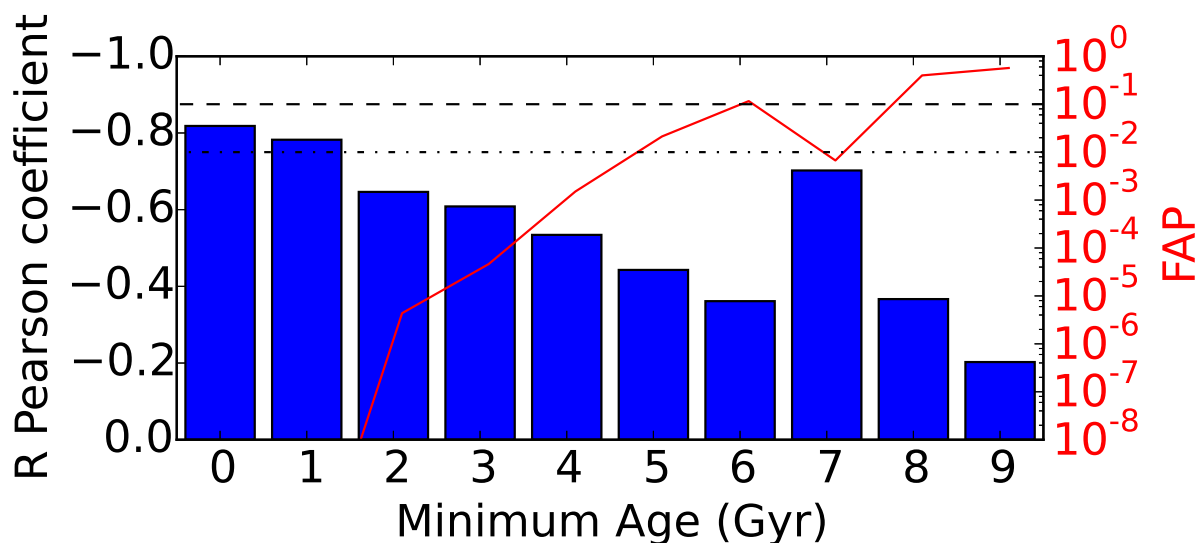


Figura 2.17: R coeficiente de Pearson para $\text{Log}R'_{\text{HK}}$ usando T_{eff} representado pelas barras azuis. A linha contínua vermelha representa a probabilidade de alarme falso (FAP), ou seja, a probabilidade de que tal correlação possa ter surgido a partir do ruído branco.

com cerca de 1 massa solar e aproximadamente a metalicidade solar.

As principais relações atividade-idade utilizadas na literatura (D93 e MH08) não se encaixam bem nas estrelas mais antigas do que ~ 4 Gyr, mostrando um declínio acentuado contínuo com a idade, em vez de um achatamento.

Pace & Pasquini (2004) e Pace (2013) estavam corretos ao concluir que os ajustes entre atividade e idade só são válidos para estrelas jovens. Nossa análise da atividade cromosférica em gêmeas solares suporta suas alegações, sugerindo quase nenhuma sensibilidade à idade acima de ~ 3 -4 Gyr.

Nossos resultados são suportados pela recente análise apresentada em dos Santos et al. (2016). Nesse trabalho eles usaram uma amostra homogênea semelhante de gêmeas solares para ajustar à rotação estelar em relação à idade. Eles concluem que a evolução da rotação estelar é mais plana do que seria esperado pela lei de Skumanich (Skumanich, 1972) e que a rotação estelar é quase constante após ~ 2 -3 Gyr. Também van Saders et al. (2016) sugeriram recentemente que as estrelas do tipo solar mais antigas que o Sol têm uma frenagem rotacional mais fraca do que se pensava anteriormente.

Sugerimos também que outros autores usem nossa calibração com T_{eff} porque mostra uma correlação mais forte com a idade em comparação com o método padrão usando (B-V) e, além disso os resíduos e o χ^2 reduzido dos valores R'_{HK} pela idade são menores.

Diferentes autores fornecem diferentes índices S e R'_{HK} para o Sol, porém, as vezes, seus valores solares são baseados em instrumentos diferentes dos usados para medir as estrelas. É importante definir bem esses valores, para comparar corretamente o Sol com outras estrelas. Nossa abordagem é mais consistente porque medimos o índice de atividade no Sol e nas estrelas usando o mesmo instrumento (HARPS). É importante salientar que usamos asteróides em vez da luz do céu ou de espectros de Lua para o espectro solar. Dessa maneira, o nosso espectro solar observado provem de uma fonte praticamente pontual, como no caso das estrelas. Já no caso do espectro da Lua ou do céu, são fontes estendidas.

Este capítulo originou um artigo submetido à revista A&A (Freitas et al., 2017, em anexo no apêndice B).

Detecção de possíveis falsos Júpiteres usando linhas do Cálcio

3.1 Estudo da atividade para reavaliar a identificação de exoplanetas

Na literatura há um série de planetas identificados como gêmeos de Júpiter através do método de velocidade radial. Entretanto, é importante notar que o método de velocidade radial tem como fonte de ruído a atividade magnética da estrela, a qual apresenta periodicidade. Se a atividade de uma estrela não for devidamente estudada pode ser confundida com a órbita de um planeta e fazer com que um planeta não existente seja identificado, ou seja, um alarme falso. Por exemplo, esse é o caso do planeta 667C d (Robertson & Mahadevan, 2014).

Rowan et al. (2016), em particular, fez uma lista com análogos de Júpiter. Os planetas listados neste artigo são considerados confirmados. Entretanto, nem todos os autores responsáveis pelas análise da velocidade radial deram a devida importância para a questão da atividade cromosférica. Desta forma, este capítulo tem como objetivo revisar os planetas citados em Rowan et al. (2016) para determinar se a velocidade radial observada de alguma das estrelas está muito afetada pela atividade magnética e, por isso, um falso planeta foi identificado devido às variações cíclicas de atividade.

3.2 Calibração do HIRES

3.2.1 Amostra de gêmeas solares

Os planetas presentes em Rowan et al. (2016) foram principalmente identificados pelas observações do espectrógrafo HIRES no telescópio Keck, de 10 metros, localizado no cume

do Mauna Kea no Havaí. Portanto, para estudar a atividade dessas estrelas fizemos uma calibração do índice H e K do Ca II pelo índice S de Mount Wilson. Para isso, procuramos todas as observações das gêmeas solares (Ramírez et al., 2014, para mais detalhes ver 2.1), disponíveis no acervo do HIRES (<https://koa.ipac.caltech.edu>).

The image shows the KOA search interface. It has a top navigation bar with 'Basic Search', 'More Search Options', 'Mailing Object Search', and 'Released Programs'. Below this are 'Search' and 'Reset Form' buttons. The main content is organized into three numbered sections:

- 1. Choose Instrument:** A grid of checkboxes for instruments and their capabilities. Instruments include HIRES, NIRSPEC, ESI, NIRC, LRIS, OSIRIS, LWS, MOSFIRE, and NIRC2. Capabilities include iodine cell in/out, blue/red/imaging/spectroscopy, narrow/medium/wide-imaging, and spectroscopy.
- 2. Choose File Types to Return:** Radio buttons for 'Return any files', 'Return only science files', and 'Return only calibration files'. There are also checkboxes for 'Also show calibration files that are appropriate for data reduction' and 'Return only calibration files that are of type:' with sub-options like arclamp, flatlamp, focus, dark, bias, flatlampoff, trace, undefined, polcal, and fescal.
- 3. Enter Search Criteria:** Includes 'Spatial Search & Name Resolver' with radio buttons for 'NED first' and 'SIMBAD first', a 'Radius' field (set to 30 arcsec), and a 'Single Object Center' field with coordinate examples. Below this are fields for 'UT Observation Date(s)', 'UT Observation Time(s)', 'Exposure Time', 'Program ID', 'Semester', 'Principal Investigator', 'Program Title', 'Institution', 'Frame Number(s)', 'KOAD', and 'Wavelength(s) Covered'.

Figura 3.1: Interface do KOA para busca de espectros nos seus diversos instrumentos.

Na figura 3.1 mostramos as opções que o site oferece para a busca de espectros. Primeiramente selecionamos a opção "More Search Options", que oferece um menu muito mais completo que ajuda na busca. Como nosso interesse é apenas em espectros já finalizados, escolhemos a opção "Return only science files" sem selecionar a opção dos arquivos de calibração. Caso contrário, demoraria muito para carregar os resultados, além de resultar numa quantidade muito grande de arquivos desnecessários para nós. A interface também permite escolher um objeto ou enviar uma lista; escolhemos a segunda opção. Nosso último critério foi selecionar datas apenas após agosto de 2004, pois foi quando o HIRES passou por um upgrade onde foram instalados novos CCDs. Assim, nossa calibração não

Search Results Not logged in. [Log in]

Your Search Parameters | ASCII Tables | Weather Search Form

1. Enter your email address:

(used only to notify you when your files are ready)

2. Choose whether to include extracted/calibrated data (if available):
 Raw data only Include extracted/calibrated data (Help)

3. Choose file naming scheme (Help)
 Unique filename, assigned by KOA
 (ex., N2_20080908_19383_fits, HI_20100120_20384_fits)
 Non-unique filename, assigned at the telescope
 (ex., n0210_fits, hires2103_fits)

4. Select files to download (Help)

[Interactive Table Usage Help](#)

224 Science Files

Row ID	KOAIID	Instrument	Target Name	Frame Number	Number of Available CCDs	Quicklook Previews	RA (J2000)	Dec (J2000)	Observation Date (UT)	Observation Time (UT)	Exposure Time (sec)	Waveblue (Å)	Wavered (Å)	Iodine Call
7	HI_20050226_2862313	HIRES	154945	77	1	[Hit] [Raw] [Extracted]	17:02:35.3	+47:04:43.2	2004-06-23	10:21:23.29	63	3750	6250	IN
8	HI_20040623_42513_fits	HIRES	154945	73	1	[Hit] [Raw] [Extracted]	17:02:35.3	+47:04:43.2	2004-06-23	11:48:33.01	68	3750	6250	IN
9	HI_20040709_27547_fits	HIRES	154945	51	1	[Hit] [Raw]	17:02:36.7	+47:04:58.0	2004-07-09	07:39:07.93	63	3750	6250	IN
10	HI_20050226_57070_fits	HIRES	154945	1165	3	[Hit] [Raw]	17:02:36.6	+47:05:01.3	2005-02-26	15:51:10.25	89	3150	7920	IN
11	HI_20050226_57203_fits	HIRES	154945	1166	3	[Hit] [Raw]	17:02:36.6	+47:05:01.3	2005-02-26	15:53:23.25	94	3150	7920	IN
12	HI_20050226_57242_fits	HIRES	154945	1167	3	[Hit] [Raw]	17:02:36.6	+47:05:01.3	2005-02-26	15:55:42.60	103	3150	7920	IN
13	HI_20050626_35552_fits	HIRES	154945	591	3	[Hit] [Raw] [Extracted]	17:02:37.4	+47:04:58.6	2005-06-26	09:54:12.21	71	3360	8100	IN
14	HI_20050626_35567_fits	HIRES	154945	592	3	[Hit] [Raw] [Extracted]	17:02:37.4	+47:04:58.6	2005-06-26	09:56:07.91	74	3360	8100	IN
15	HI_20050626_35586_fits	HIRES	154945	593	3	[Hit] [Raw] [Extracted]	17:02:37.4	+47:04:58.6	2005-06-26	09:58:06.11	74	3360	8100	IN

Figura 3.2: Interface do KOA que mostra os espectros disponíveis para as opções selecionadas no menu mostrado na Figura 3.1.

é necessariamente válida para dados anteriores.

Na Figura 3.2 mostramos o resultado da busca para uma estrela; no caso, a HIP154345. Nesta etapa é necessário selecionar um e-mail, pois após a seleção dos espectros o KOA envia um link onde os espectros estarão disponíveis. Como nosso interesse é em espectros finalizados, precisamos marcar a opção "Include extracted/calibrated data", caso contrário só receberemos espectros brutos.

Na parte inferior há os resultados obtidos, e em cada linha há a opção de filtrar melhor os resultados. Na figura, vemos que alguns espectros não tem a opção "[Extracted]", portanto não nos interessam. Para excluir esses espectros, basta digitar "[Extracted]" embaixo de "Quicklook Previews" e aparecerão apenas espectros que foram extraídos. Na Figura 3.2 selecionamos propositalmente espectros antes de agosto de 2004 para mostrar a diferença. Note que esses espectros possuem apenas 1 CCD, enquanto que os outros possuem 3 CCDs, cada um nas regiões do vermelho, verde e azul. Além disso esses espectros cobrem uma faixa espectral mais restrita. Por fim, para garantir que todos os espectros foram obtidos com a mesma configuração, selecionamos apenas os que cobrem a região de 3360 Å a 8100 Å, a mais usada.

3.3 Calibração do HIRES

Para medir os índices H e K do Ca II usamos dois filtros, um semelhante aos filtros originais de Mount Wilson e outro elaborado por nosso grupo, ambos usando a rotina em python, previamente citada (veja mais detalhes na seção 2.2.2). Para ambos os filtros fizemos ajustes lineares da forma $S = A_1x + B_1$, onde x é ou o índice medido na linha H ou na linha K, ou a média entre as duas linhas, e S é o índice de Mount Wilson encontrado na literatura (terceira coluna da tabela A.1). Os resultados dos ajustes lineares seguem nas Figuras 3.3 e 3.4.

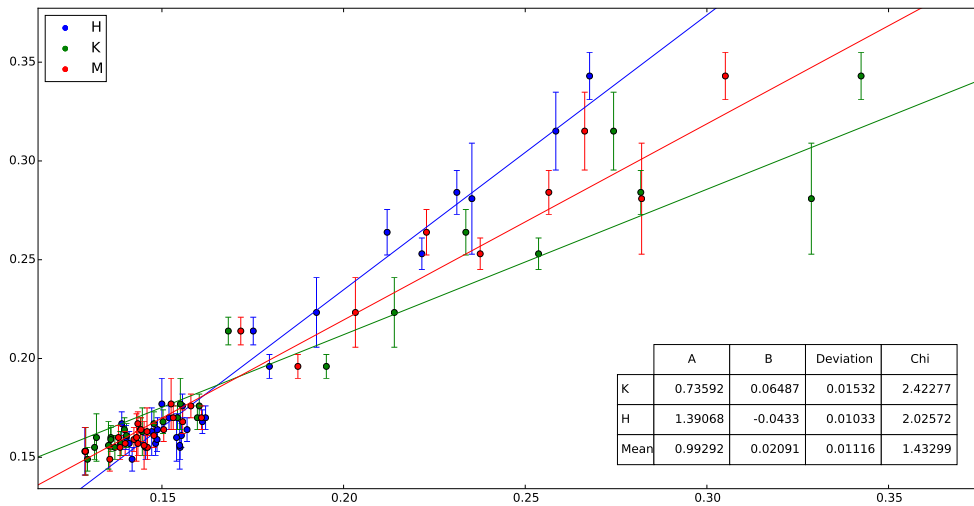


Figura 3.3: Ajuste linear entre os valores de H e K usando o filtro de Mount Wilson e o índice S médio de Mount Wilson encontrado na literatura.

Pelos resultados dos ajustes é possível notar que o ajuste com o menor χ^2 reduzido é a média dos índices H e K no filtro original de Mount Wilson; esta será a calibração utilizada daqui para frente.

A calibração desenvolvida nessa dissertação para o índice de atividade do espectrógrafo HIRES foi usada para estudar a estrela central do sistema planetário de Kepler-11, no artigo Bedell et al. (2016), onde a calibração é oficialmente publicada. Eu sou co-autor do artigo, disponível no apêndice C.

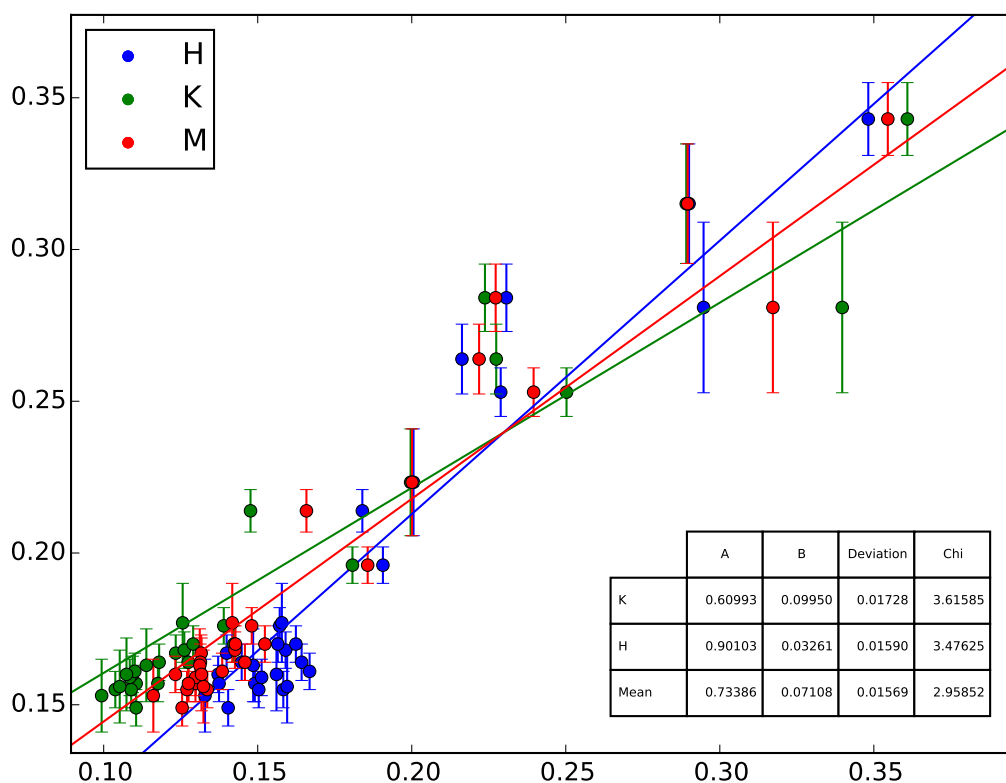


Figura 3.4: Ajuste linear entre os valores de H e K usando o nosso filtro e o índice S médio de Mount Wilson encontrado na literatura.

3.4 Análogos de Júpiter

Para considerar um exoplaneta um análogo de Júpiter Rowan et al. (2016) usaram três critérios: ter uma órbita com período entre 5 e 15 anos, entre 0.3 e 3 massas de Júpiter e ter uma excentricidade menor que 0.3. No nosso trabalho nós excluimos os análogos com período menor 6 anos, o que é a metade do período orbital de Júpiter. A partir disso, procuramos por espectros, no acervo HIRES, das estrelas hospedeiras destes exoplanetas, o que resultou numa amostra final de 8 estrelas (HD13931, HD32963, HD50499, HD117207, HD134987, HD154345, HD187123, HD219134). Veja mais detalhes na Tabela 3.1.

Para determinar se o planeta é um falso alarme fizemos dois testes. No primeiro, verificamos se há correlação entre a velocidade radial observada e a intensidade da atividade cromosférica. No segundo, fizemos o periodograma da atividade cromosférica para determinar se aparece um pico num período similar ao período de órbita do planeta identificado.

Tabela 3.1 - Análogos de Júpiter de Rowan et al. (2016) e suas informações orbitais.

Nome	Período [anos]	M sin i [M_J]	Excentricidade	Referência
HD219134g	6.15	0.34	0.06	Vogt et al. (2015)
HD32963b	6.48	0.67	0.08	Rowan et al. (2016)
HD50499b	6.72	1.74	0.25	Vogt et al. (2005)
HD117207b	7.11	1.82	0.14	Butler et al. (2006)
HD154345b	9.15	0.96	0.04	Wright et al. (2008)
HD187123c	10.43	1.94	0.25	Wright et al. (2009)
HD13931b	11.55	1.88	0.02	Howard et al. (2010)
HD134987c	13.69	0.80	0.12	Jones et al. (2010)

3.4.1 Correlação da atividade com a velocidade radial

Se as medidas de velocidade radial não estiverem sendo fortemente afetadas pela atividade magnética, espera-se que a correlação entre as duas medidas seja nula ou baixa, caso contrário a atividade deve ser considerada como uma fonte de ruído relevante. Para esse teste usamos medidas de velocidade radial disponíveis para cada estrela ¹ e, para a mesma data, medimos o índice S de Mount Wilson. Com as medidas de atividade e velocidade radial foi possível determinar o coeficiente R de Pearson. Nas figuras 3.5 e 3.6 apresentamos as medidas de atividade vs. velocidade radial para a amostra. A estrela HD154345 é apresentada em destaque na Fig. 3.5, pois ela apresentou uma correlação elevada e será analisada em detalhe, porém notar que a estrela HD219134 (Fig. 3.6) também apresentou uma importante correlação e deverá ser estudada no futuro pelo grupo. É importante notar que as estrelas HD32963 e HD50499 não estão inclusas na figura, pois encontramos poucas medidas de velocidade radial na literatura que coincidam com nossas medidas de atividade (menos de 5 medidas em ambos os casos).

A velocidade radial e o índice S também foram medidos em Butler et al. (2017). Como é possível notar com seus dados, também há uma correlação entre atividade e velocidade radial, como mostrado na Figura 3.7. No entanto, as nossas medidas de atividade apresentam melhor correlação com a velocidade radial.

¹ <http://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/>

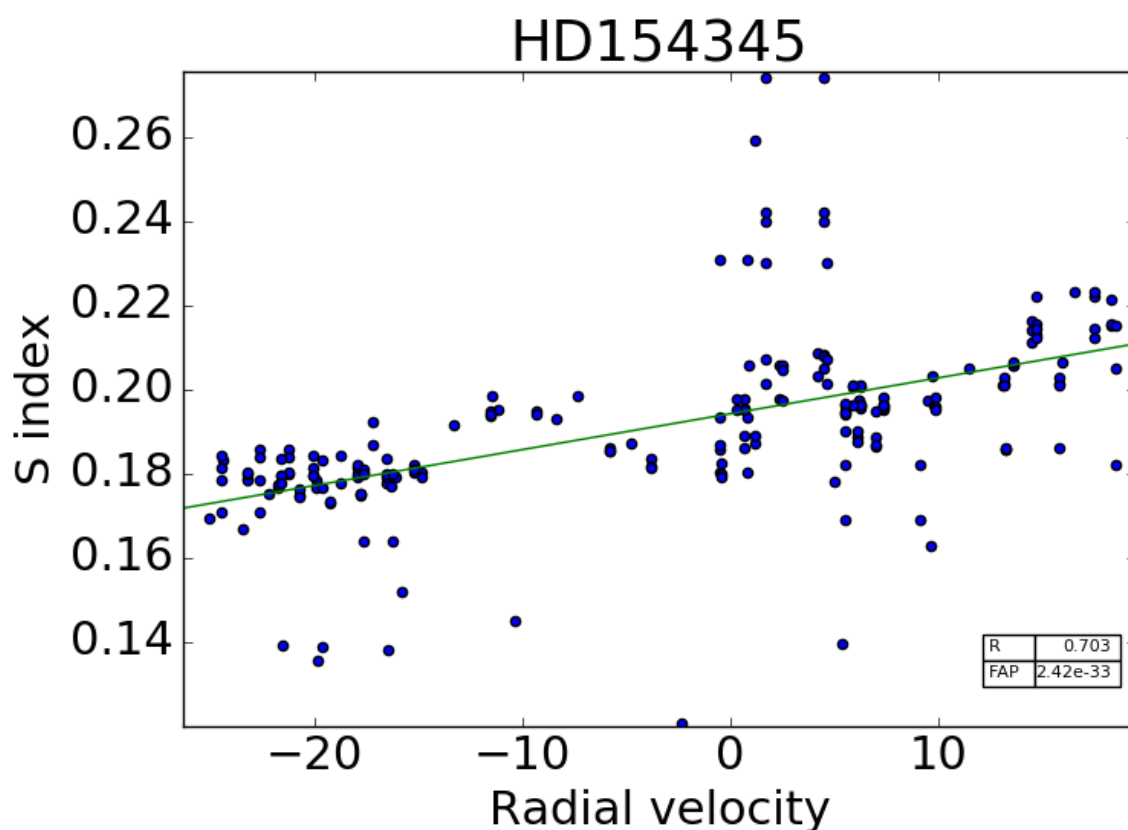


Figura 3.5: Índice S de Mount Wilson pela velocidade radial observada para a estrela HD154345.

3.4.2 Periodograma das estrelas hospedeiras

Como a atividade cromosférica de cada estrela tem um período característico, é necessário investigar se esse período coincide com o período da órbita ajustada, se coincidir é um indício de que o exoplaneta identificado, na verdade, se tratava de ruído da atividade da estrela. Com o índice S medido em diferentes datas para cada estrela, foi possível plotar a evolução temporal da atividade de cada uma delas. A única que apresentou uma periodicidade consistente com a órbita publicada foi a HD154345, conforme pode ser visto na Figura 3.8 e na Figura 3.9. Notar que a estrela HD219314 parece apresentar um ciclo de atividade (Fig. 3.9), porém de duração quase o dobro do período do seu exoplaneta.

Para testar essa periodicidade, fizemos um periodograma com as medidas de atividade. Veja a Figura 3.10. Para fazer o periodograma usamos a função `lombscargle` biblioteca `scipy.signal` do python. Esta função calcula o periodograma a partir do método de Lomb-

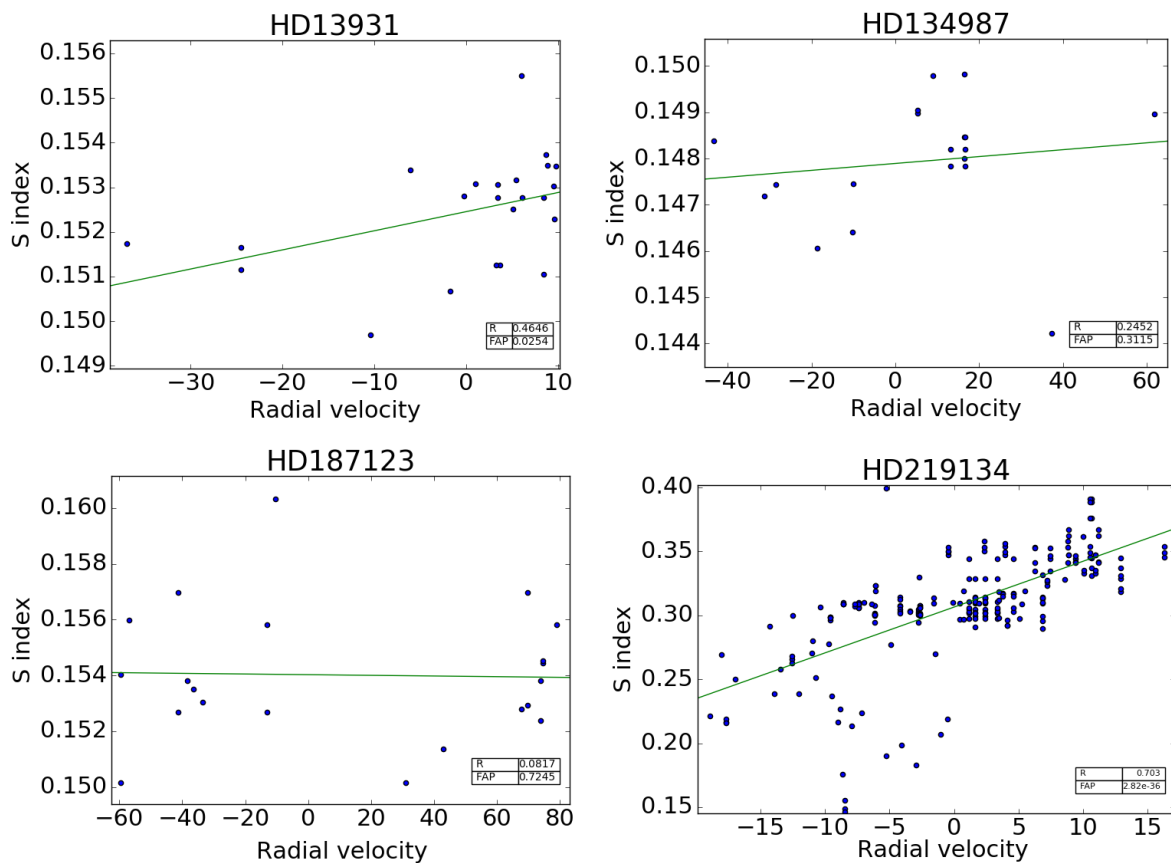


Figura 3.6: Índice S de Mount Wilson pela velocidade radial observada para as estrelas da amostra.

Scargle. Para mais detalhes:

<https://docs.scipy.org/doc/scipy-0.18.1/reference/generated/scipy.signal.lombscargle>

No peridograma, é possível notar um pico próximo ao período equivalente de 5 anos, o que equivale à, aproximadamente, metade do período orbital de HD154345b. Além disso, a inspeção visual da Figura 3.8 é compatível com o período orbital do planeta.

Numa análise final, comparamos a evolução da atividade e da velocidade radial usando nossas medidas e medidas da literatura, como pode ser visto em Figura 3.11.

3.5 Discussão

O planeta HD154345b tem várias evidências de ser um falso alarme. Primeiro, a correlação entre velocidade radial e atividade cromosférica é muito alta. Além disso, tem um índice S superior ao do Sol (veja Tabela 2.5), o que sugere que sua atividade seja o suficiente para gerar ruído nas medidas de velocidade radial. Por último, a estrela tem um

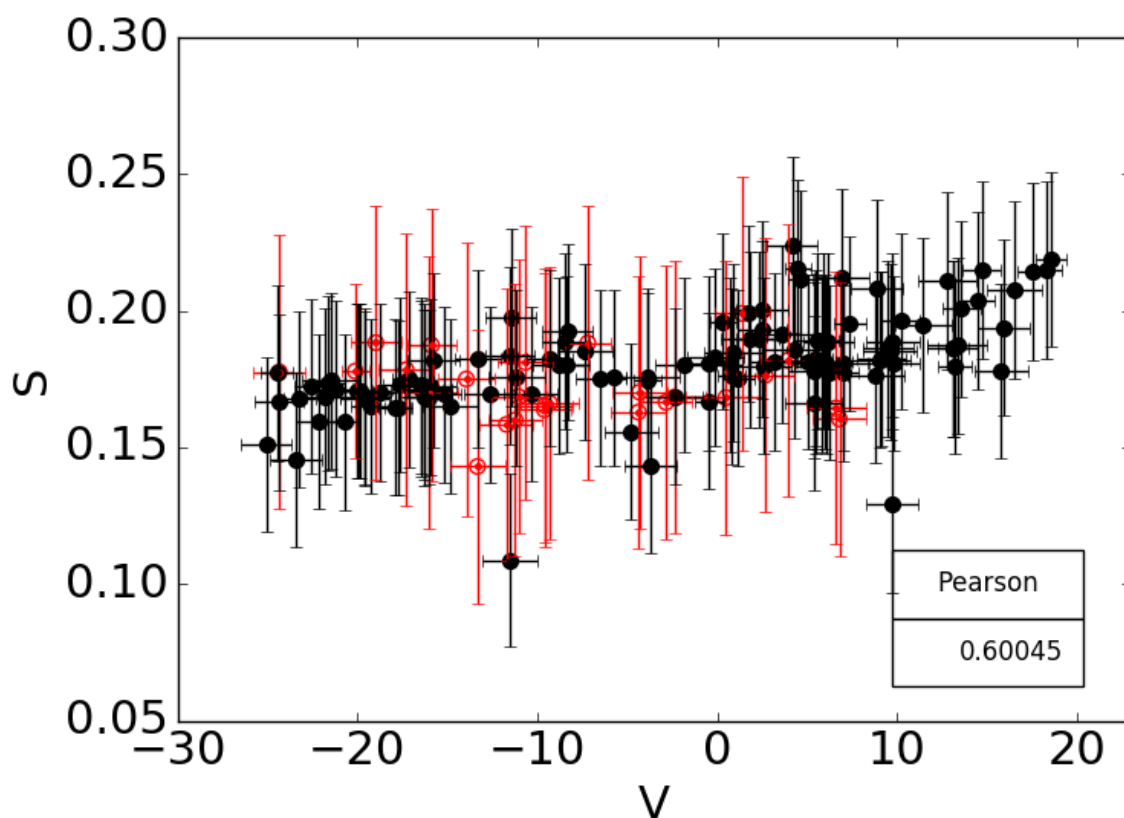


Figura 3.7: Índice S de Mount Wilson pela velocidade radial observada para a estrela HD154345 usando os dados de Butler et al. (2017). Os pontos em vermelhos representam observações antes do upgrade do Keck. O coeficiente de correlação é 0.6.

claro período de atividade magnética que coincide razoavelmente com a órbita do planeta.

Pela análise na Figura 3.11 é possível notar que nossos dados acompanham melhor os publicados por Wright (2015) do que por Butler et al. (2017). Mesmo assim, nos 3 casos a velocidade radial acompanha muito bem a atividade.

Portanto, concluímos que o planeta em torno da estrela HD 154345 deve ser uma falsa detecção, devido à variação periódica em velocidades radiais, que é produzida pela variação na atividade da estrela.

É importante salientar que nossas medidas de atividade parecem mais robustas que as apresentadas por Butler et al. (2017), pois a correlação entre velocidade radial e atividade é bem mais definida com nossas medidas (Fig. 3.5, índice de correlação de 0.70) do que com as medidas de Butler et al. (2017) (Fig. 3.7, índice de correlação de 0.60).

Finalmente, sugerimos que a estrela HD219134 seja analisada em mais detalhe, pois

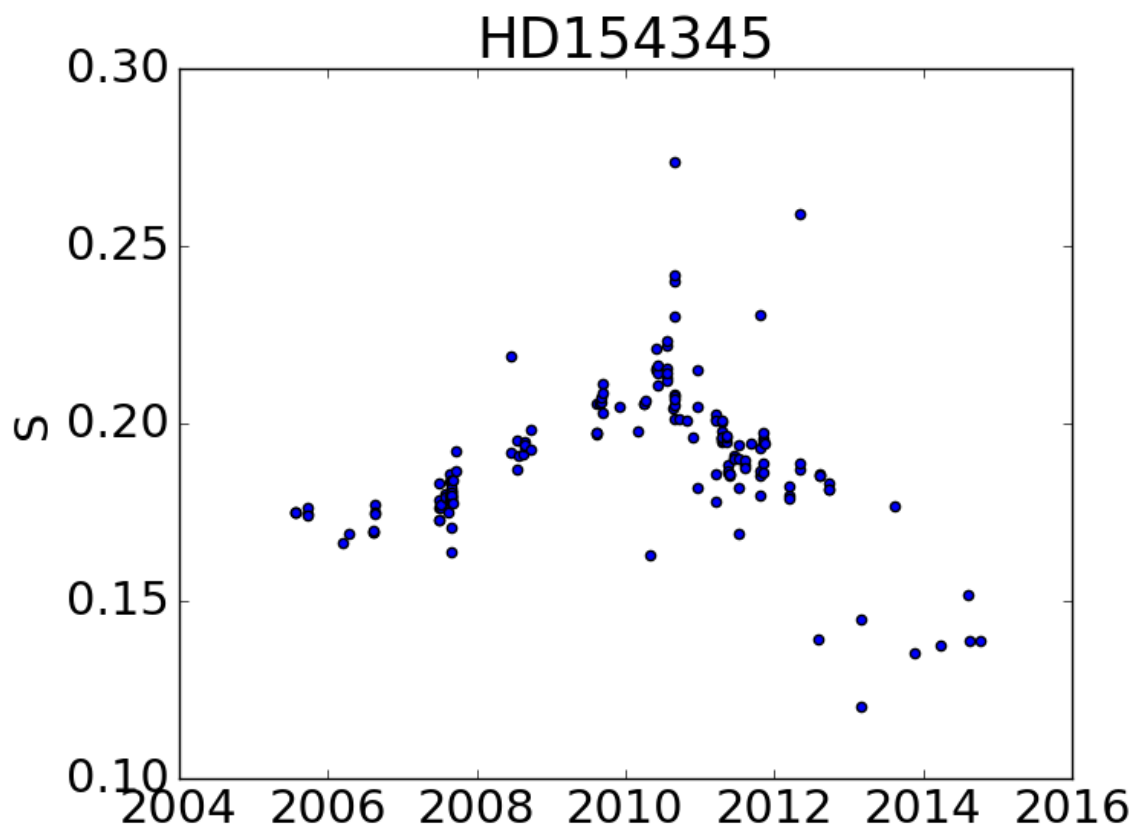


Figura 3.8: Evolução temporal do índice S de Mount Wilson para a estrela HD154345.

existem indícios de que o exoplaneta publicado possa ser uma falsa detecção.

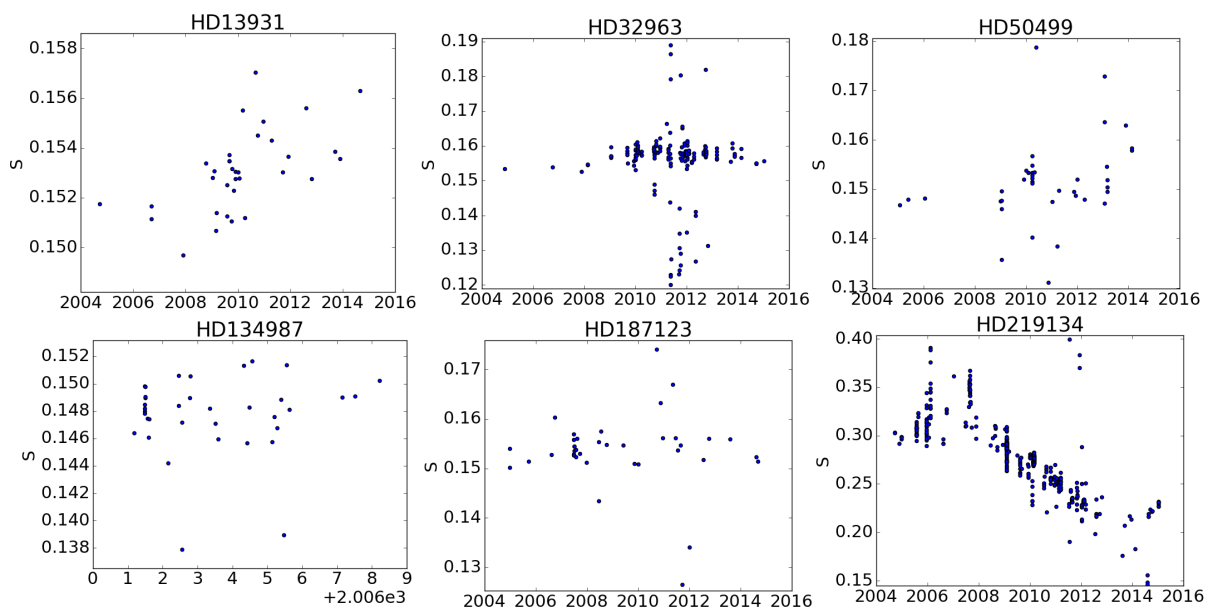


Figura 3.9: Evolução temporal do índice S de Mount Wilson para as estrelas de nossa amostra.

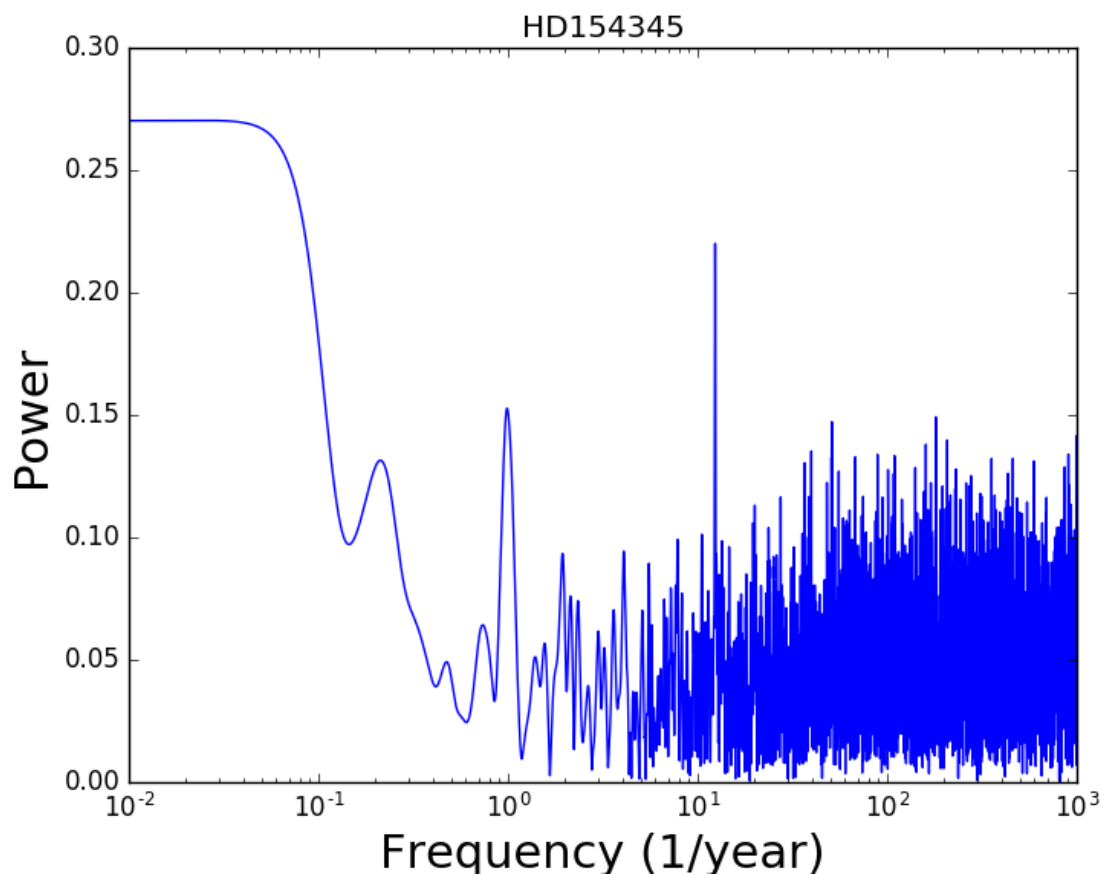


Figura 3.10: Periodograma do índice S de Mount Wilson para a estrela HD154345.

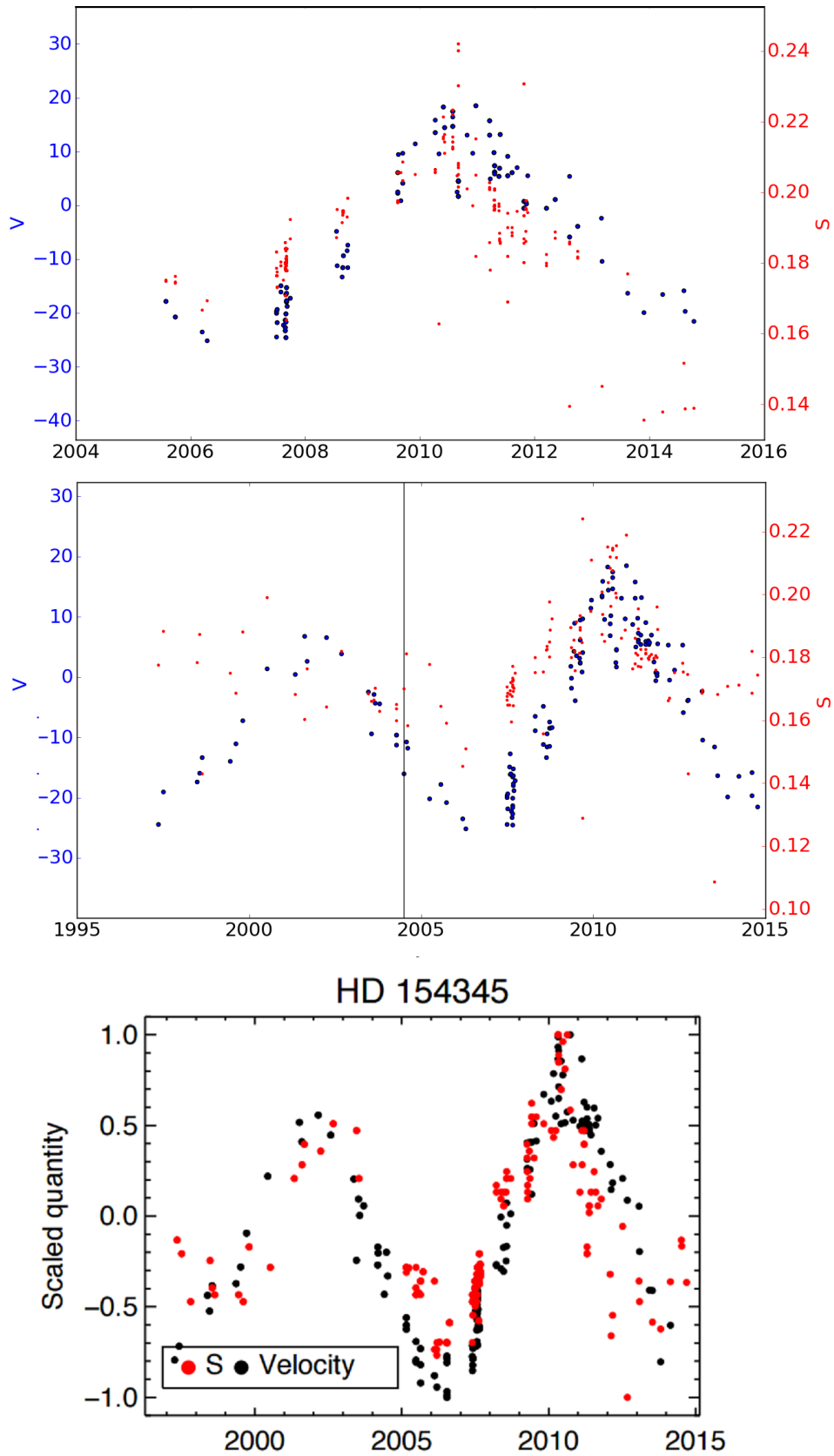


Figura 3.11: Evolução temporal do índice S e da velocidade radial para estrela HD154345. No painel de cima usamos nossas medidas. No central, usamos as medidas de Butler et al. (2017), a reta no ano de 2004 é para diferenciar as observações feitas antes e depois do upgrade do Keck. O painel de baixo foi tirado de Wright (2015).

Cálculo da atividade cromosférica através da linha de Mg I 4571 Å

4.1 *Determinação de linha alternativa para inferir idades*

Conforme citado anteriormente, as linhas H e K do Ca II são os principais indicadores para determinar a atividade cromosférica na região visível do espectro, pois são as linhas mais profundas e que mais apresentam variabilidade. Entretanto, nem todos os espectrógrafos cobrem essa região. De fato, dos 14 espectrógrafos mais usados para a procura de exoplanetas, 4 deles não cobrem a região (Tabela 1 de (Fischer et al., 2016)). Portanto, determinar calibrações para o índice S de Mount Wilson usando outras linhas, além destas, permitiria que mais espectrógrafos pudessem medir a intensidade da atividade magnética das estrelas.

Este capítulo é uma continuação do trabalho da ex-aluna de iniciação científica, Jéssica Símplicio (graduação do Instituto de Física da USP), no qual foi feito um estudo para determinar quais linhas são mais suscetíveis a variações similares às das linhas H e K do Ca II. A conclusão do trabalho foi que a variação da linha do Mg I (4571.1 Å) era a que mais se assemelhava à variação das linhas H e K do Ca II. Por isso, esta será a linha utilizada neste capítulo. Nosso objetivo será determinar qual o melhor filtro para usar nesta linha, e se a calibração é válida para estrelas com diferente índices de atividade.

4.2 Calibração

4.2.1 Definição do contínuo

Para definir a região do contínuo, escolhemos a estrela HIP79672 (18 Sco), pois é a que mais possui espectros no acervo do HARPS, além de uma janela temporal que permite analisar um ciclo inteiro (veja Tabela A.2). Escolhemos uma série de regiões do contínuo, num intervalo de 100Å com o centro na linha do Mg I, cada uma com uma largura diferente. Em seguida, para cada espectro medimos o índice S de Mount Wilson e o índice usando o filtro na linha de Mg I para cada contínuo diferente, ambos usando a rotina em python previamente citada (veja mais detalhes na seção 2.2.2). Assim, para cada região do contínuo temos diversas observações do S e do novo índice, portanto podemos calcular a correlação dos dois.

Também fizemos testes usando um filtro plano e um triangular na linha do Mg I, mas em todos os testes o filtro triangular apresentou uma correlação mais alta com o índice S. Todos os comprimentos, larguras e correlação dos filtros usados nesta análise seguem na tabela 4.1.

É possível verificar que a região do contínuo que melhor se correlaciona com o índice S é centrada em 4570.65 Å e com largura de 0.7 Å (Figura 4.1). Este, então, é considerado nosso filtro final para o contínuo, que, daqui em diante, será chamado de filtro M.

Como temos o filtro S e o filtro M de cada estrela, é possível converter usando um ajuste linear. Para a estrela 18 Sco, a figura 4.2 representa essa calibração, onde a reta azul é definida pela equação:

$$S = 2.4196M - 0.7239 \quad (4.1)$$

Para outras estrelas, com diferentes níveis de atividade, a relação entre S e M é mostrada nas figuras 4.4 a 4.7.

4.2.2 Evolução de HIP79672

Com esse novo índice, é possível estimar a intensidade cromosférica das estrelas. Para isso, utilizamos novamente os espectros de HIP79672, mas, dessa vez, medimos sua atividade no índice M. Assim, plotamos a evolução temporal nesse novo índice, como mostrado na Figura 4.3.

Tabela 4.1 - Centro e largura das regiões do contínuo analisadas, seguido do coeficiente de correlação e probabilidade de falso alarme em relação ao índice S.

Centro (Å)	Largura (Å)	Coeficiente R	FAP
4519.34	0.8	0.277	0.030
4521.92	1	0.315	0.013
4524.64	0.25	0.279	0.029
4544.43	0.2	0.455	0.000
4550.66	0.25	0.554	3.5e-06
4553.02	0.25	0.574	1.2e-06
4554.86	0.15	0.739	1.0e-11
4559.65	0.9	0.661	6.7e-09
4562.17	0.45	0.694	5.5e-10
4563.18	0.4	0.737	1.1e-11
4566.2	0.2	0.745	5.5e-12
4568.09	0.5	0.744	6.0e-12
4570.65	0.7	0.762	9.2e-13
4576.23	0.3	0.724	4.0e-11
4586.88	0.4	0.672	2.8e-09
4594.59	0.3	0.612	1.5e-07
4601.86	0.4	0.646	1.8e-08
4609.78	0.4	0.598	3.5e-07
4615.34	0.5	0.637	3.3e-08

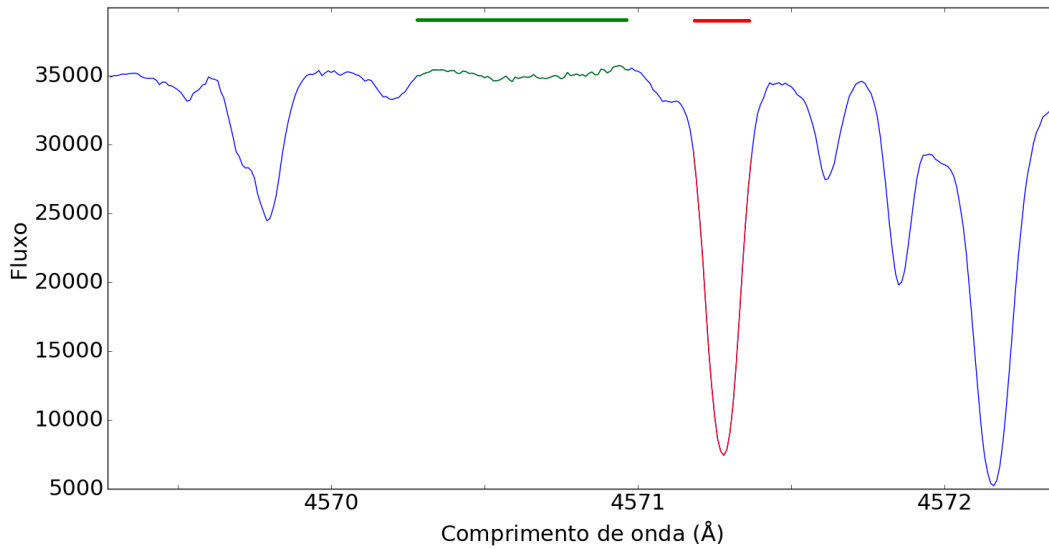


Figura 4.1: Região usada para calibração do índice M. A região em vermelho representa a linha, enquanto que a região em verde representa o contínuo. As regiões também são indicadas por linhas horizontais.

Ao comparar com a Figura 2.5, é possível notar que o índice S varia muito mais que o índice M, o que seria um indicador que o índice M pode ser mais adequado para determinar a atividade média de estrelas com poucas observações, pois não seria necessário medir o índice num ciclo completo para ter uma medida razoável. Por outro lado, na Fig. 4.3 podemos observar que a variação do índice M é suficiente para caracterizar ciclos de atividade.

4.3 Validade da calibração para estrelas com atividade diversa

Para testar a validade desta calibração, testamos nossa calibração para diversas estrelas, porém a relação não fica muito clara (Figs. 4.4 a 4.7).

Para generalizar a solução, fizemos ajustes dos índices S e M médios de todas as gêmeas da amostra. Entretanto, a relação entre M e S não está diretamente relacionada. Conforme pode ser visto na Figura 4.8, há uma variação muito grande entre os índices, principalmente para as estrelas com os maiores índices M.

Os dois índices não tem uma correlação maior, pois o índice S da linha de Ca II depende, principalmente, da atividade cromosférica da estrela, enquanto a linha de Mg I também é fortemente afetada por parâmetros atmosféricos, como a T_{eff} , $\log g$ e o $[\text{Mg}/\text{Fe}]$, que é a

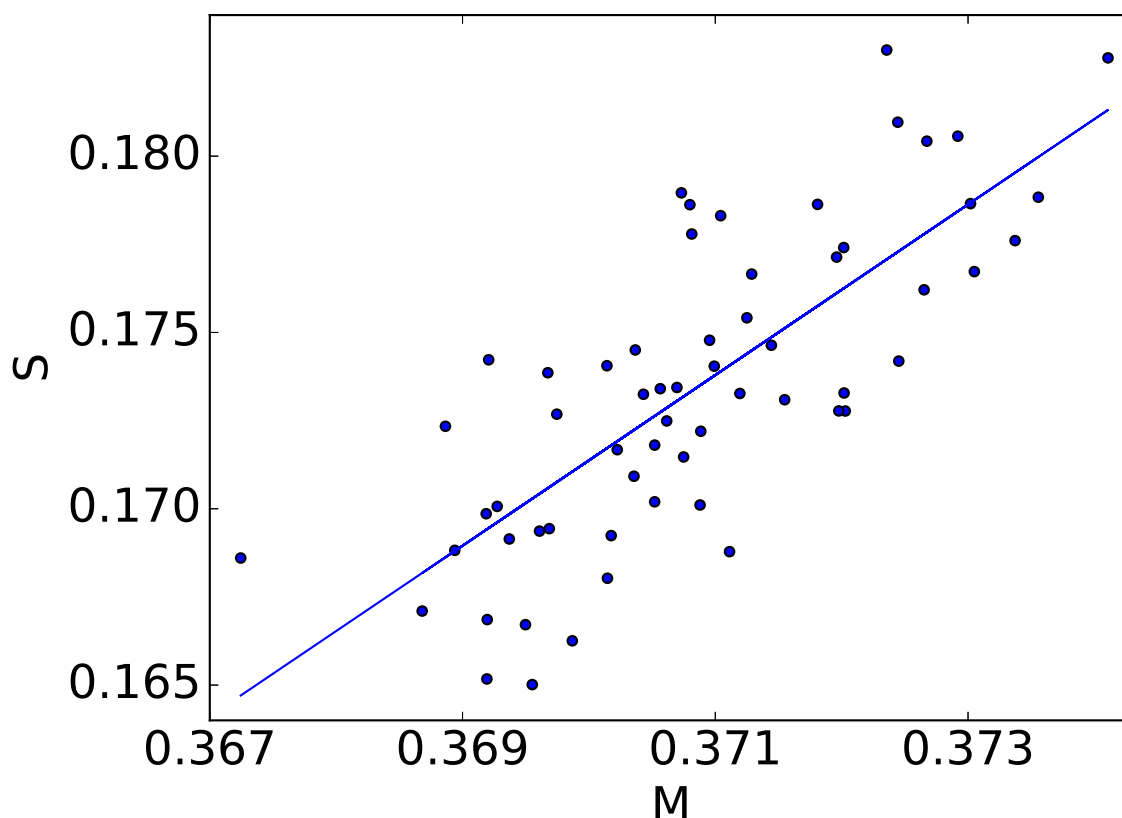


Figura 4.2: Calibração do índice M desenvolvido por nós para o índice S de Mount Wilson, para a estrela 18 Sco (HIP 79672).

razão de Mg em relação ao Fe na estrela, relativas às abundâncias desses elementos no Sol, conforme pode se observar nas Figuras 4.9, 4.10 e 4.11.

Como forma de eliminar as contribuições atmosféricas, fizemos as correlações entre o índice M e cada um dos parâmetros, incluindo o índice S, conforme pode ser visto na Figura 4.12. A correlação foi feita da forma $M = A \times S + B \times [Mg/Fe] + C \times T_{eff} + D \times \log g + E$, com os índices $A=0.2341, B=-0.0997, C=2.515e-04, D=0.0834, E=0.3648$.

4.4 Discussão

Podemos notar que, mesmo com a correção usando todos os parâmetros, ainda há um desvio alto do M ajustado para o real. Nos casos individuais, o índice M variou bem menos que o índice S, sugerindo que este pode ser mais estável para determinar o índice médio de uma estrela. No entanto, fica a explorar para trabalhos futuros como o índice M e S

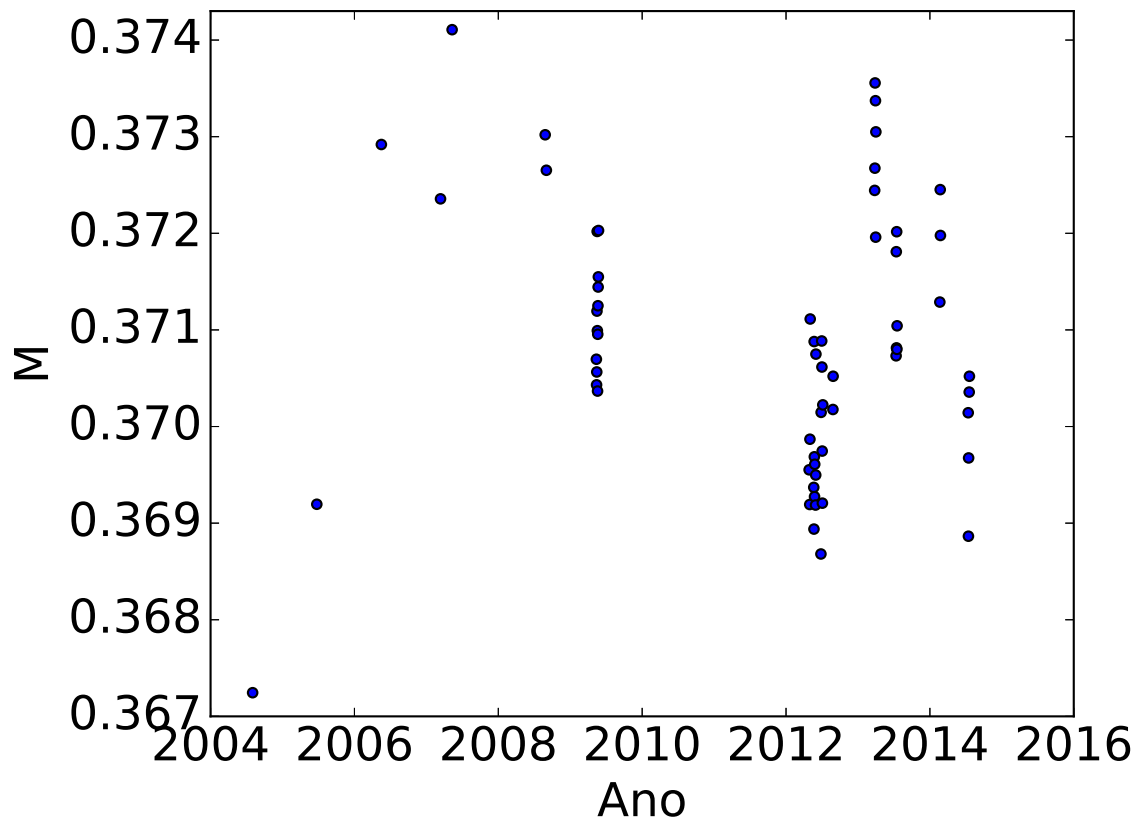


Figura 4.3: Evolução da atividade de HIP79672 no índice M.

se relacionam, pois o nosso ajuste multi-paramétrico não reproduz completamente uma relação entre o M e o S.

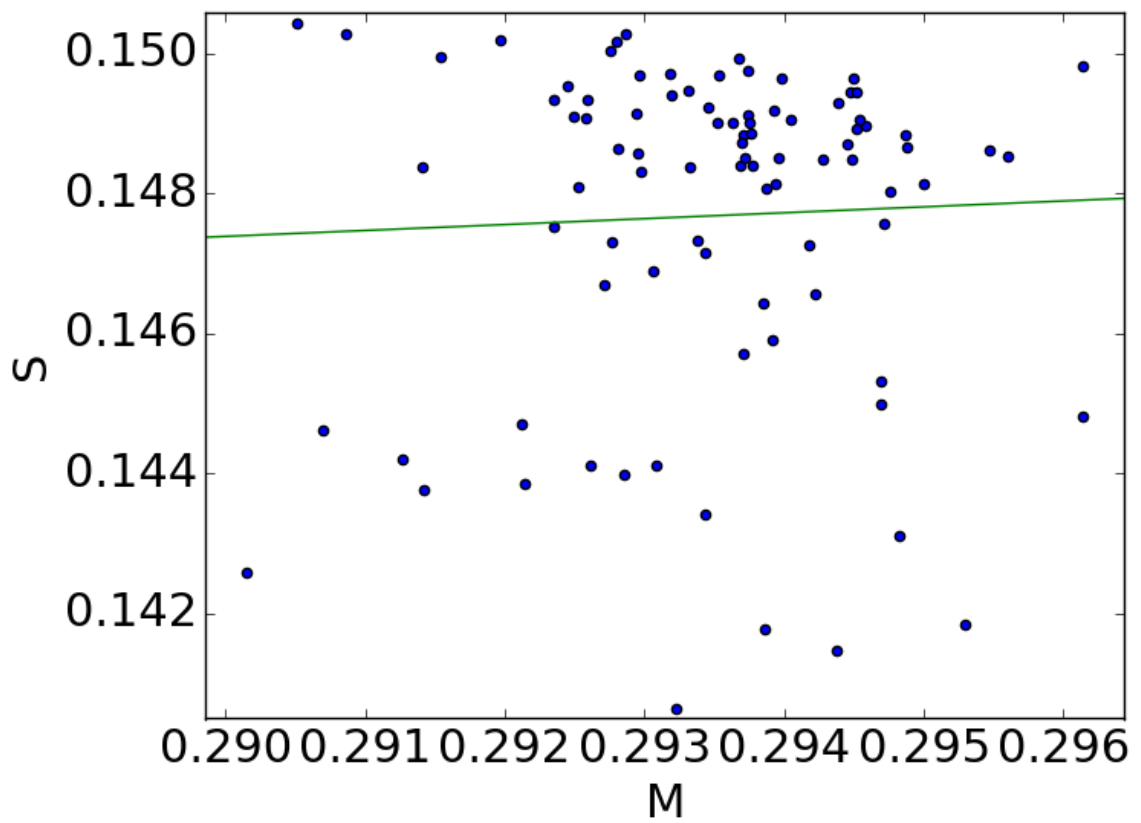


Figura 4.4: Calibração do índice M para o índice S na estrela HIP33094.

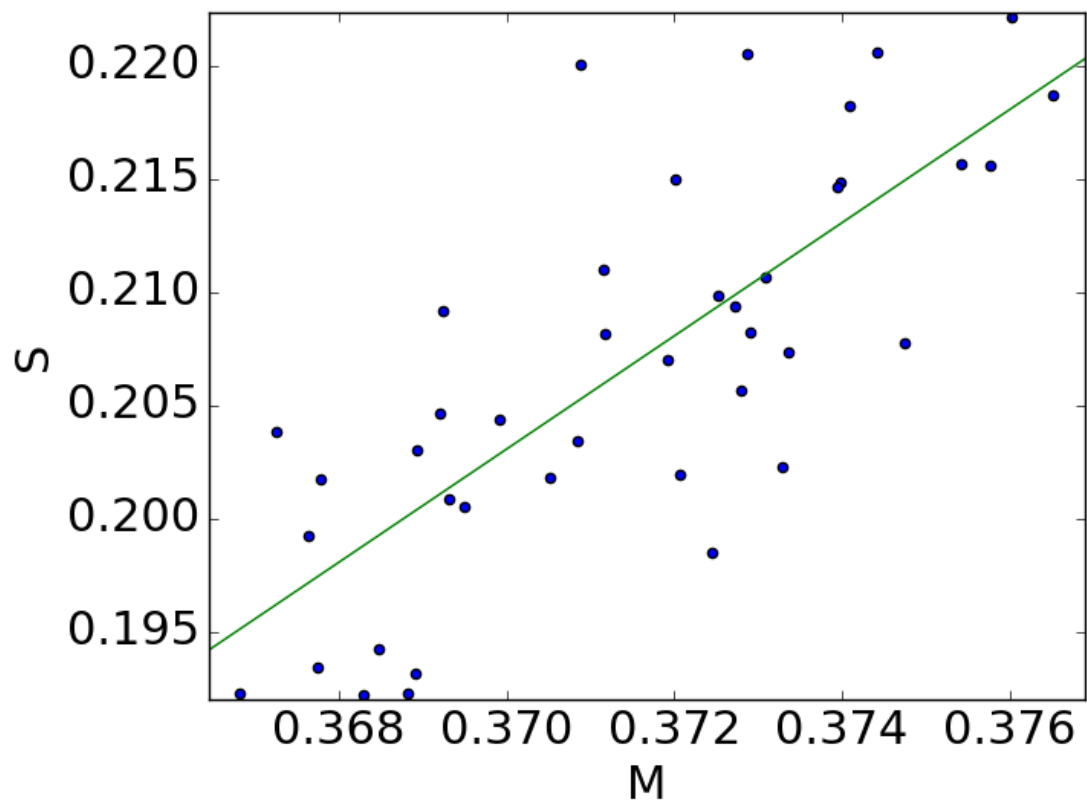


Figura 4.5: Calibração do índice M para o índice S na estrela HIP79578.

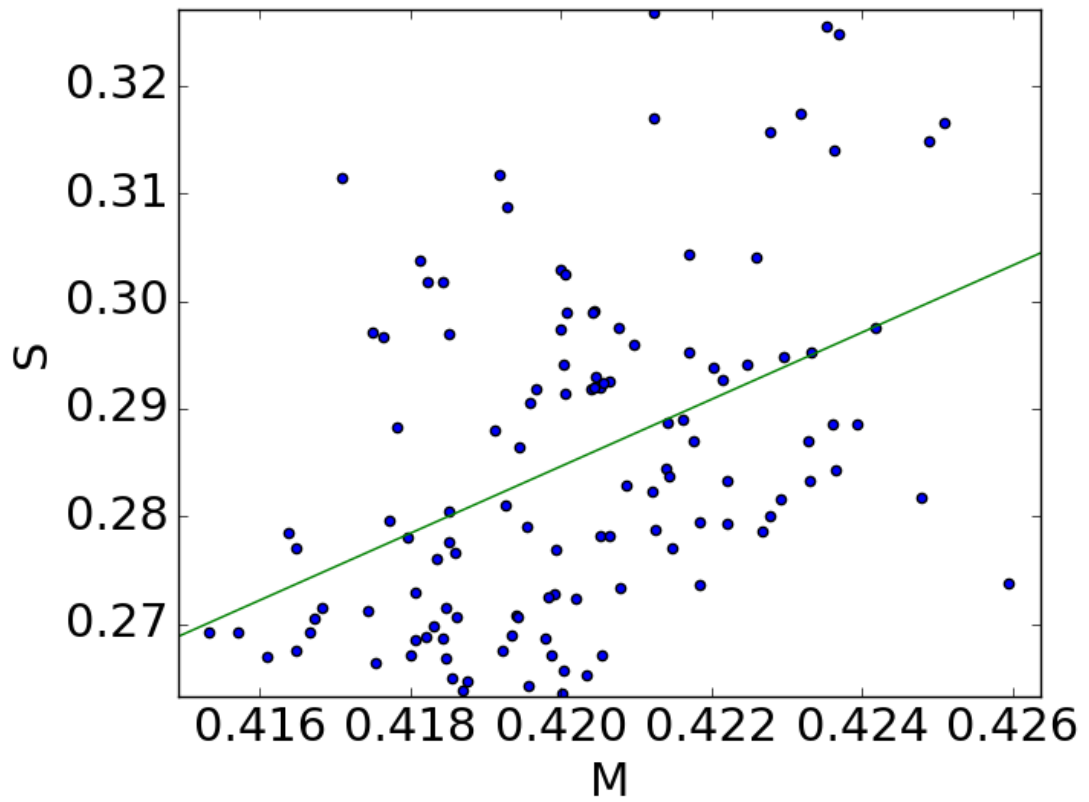


Figura 4.6: Calibração do índice M para o índice S na estrela HIP22263.

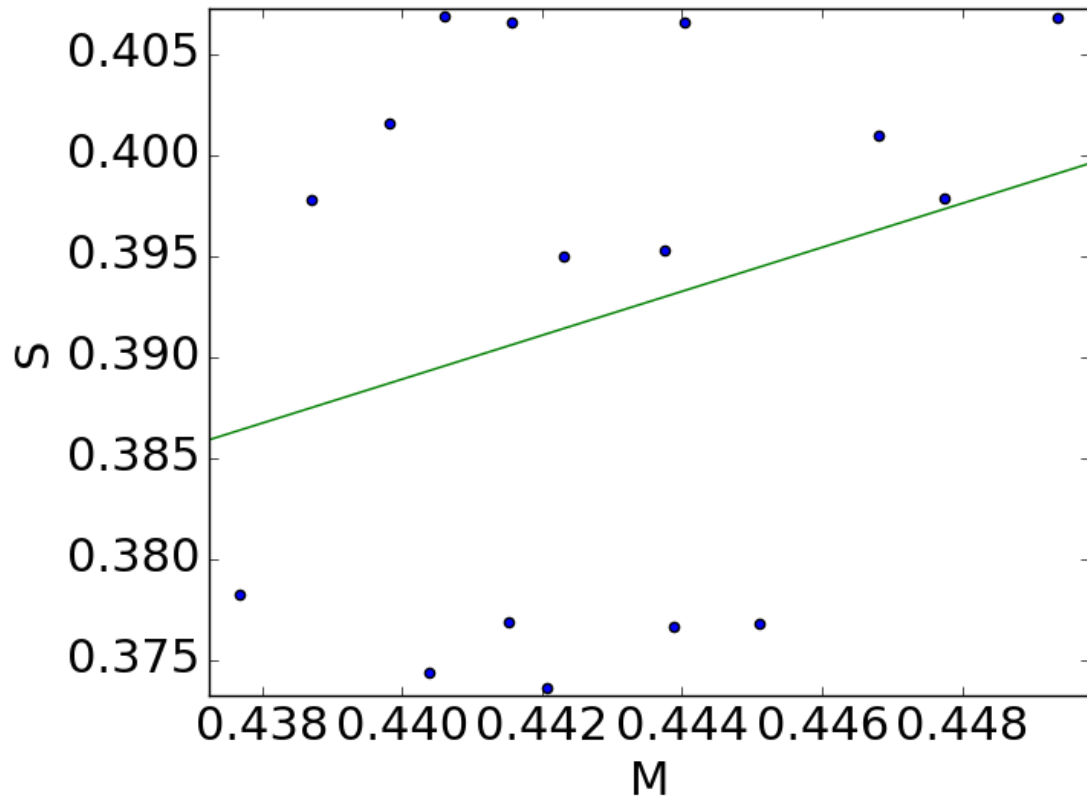


Figura 4.7: Calibração do índice M para o índice S na estrela HIP36515.

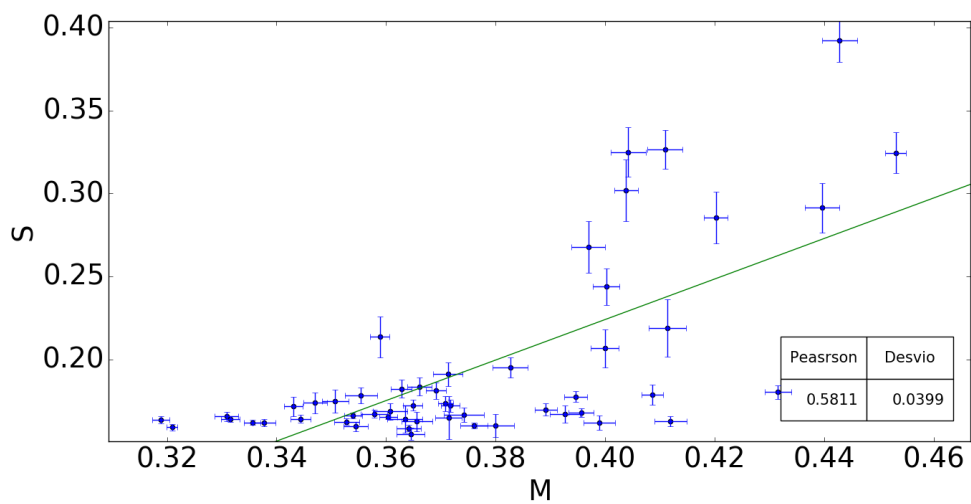


Figura 4.8: Relação entre o índice M e o índice S.

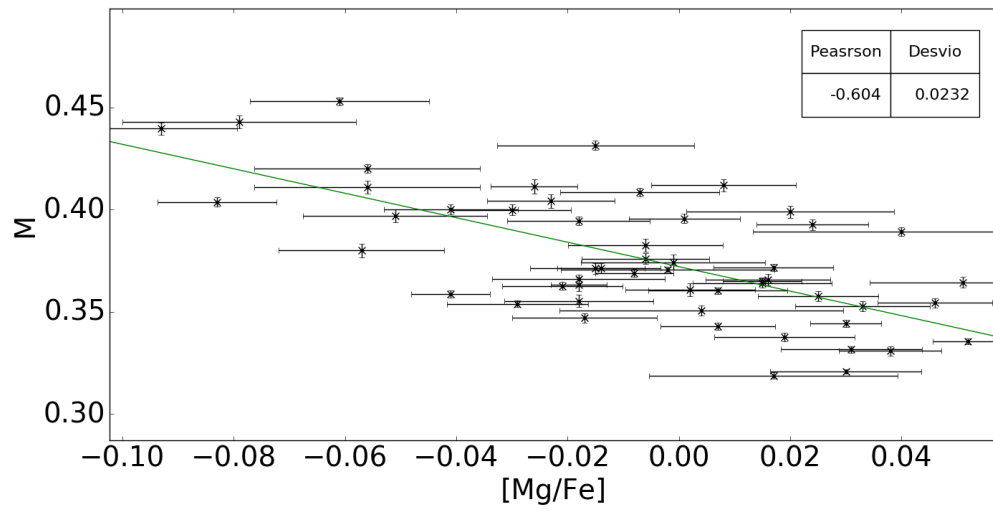


Figura 4.9: Relação entre o índice M e a razão de abundâncias $[Mg/Fe]$.

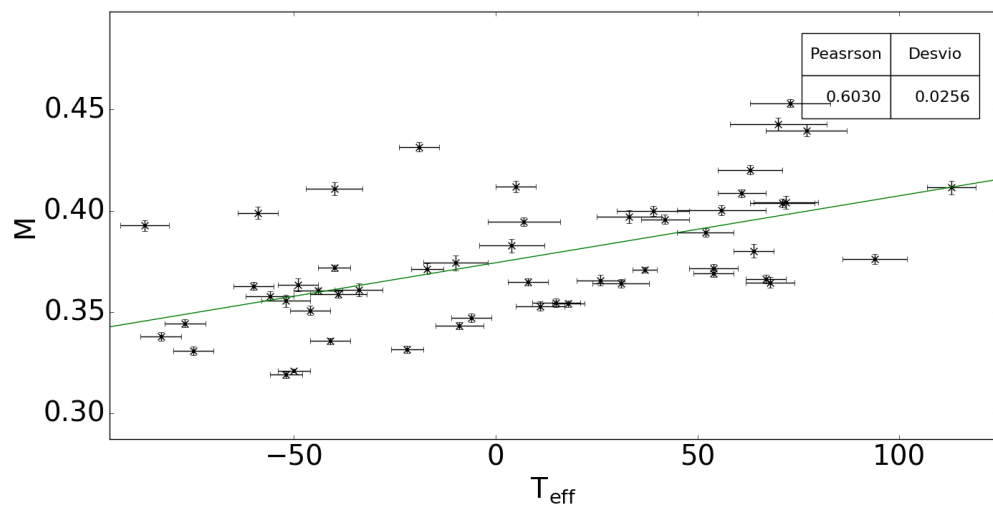


Figura 4.10: Relação entre o índice M e a T_{eff} .

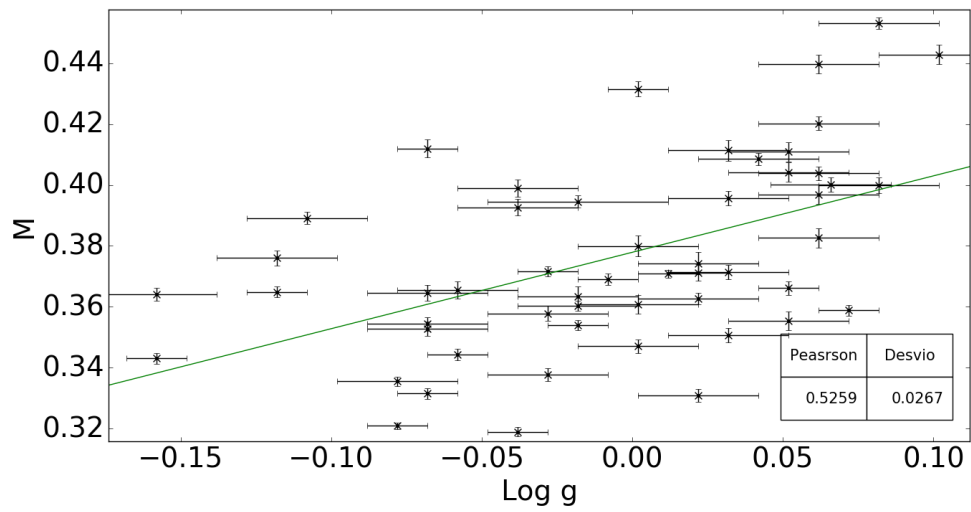


Figura 4.11: Relação entre o índice M e o $\log g$.

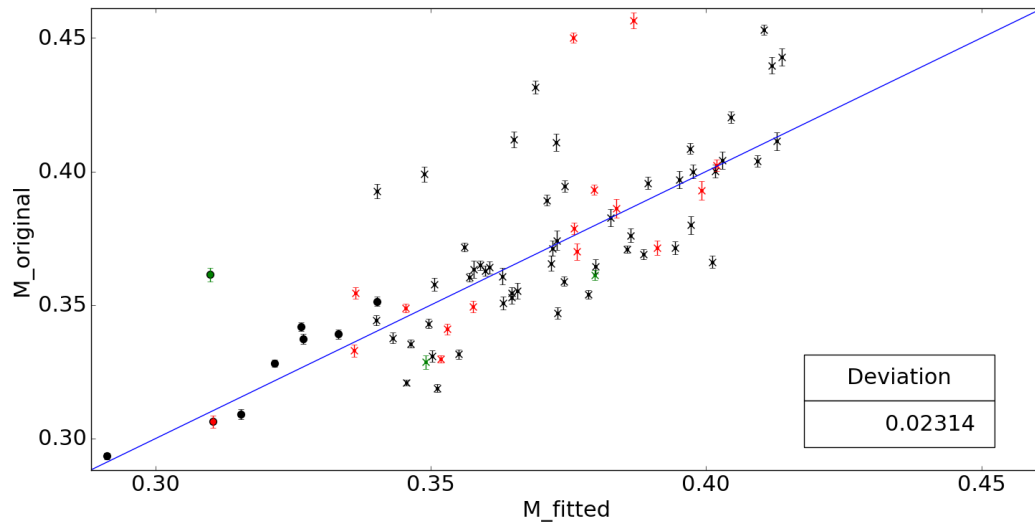


Figura 4.12: Ajuste do índice M pelos parâmetros $[Mg/Fe]$, T_{eff} , $\log g$ e índice S. As estrelas em verde são binárias visuais, enquanto as em vermelho são binárias espectroscópicas. Os círculos preenchidos são estrelas do disco espesso, as mais velhas.

Conclusões

O conhecimento da evolução da atividade cromosférica é importante para estudos que visam modelar a decomposição da atividade magnética com a idade (por exemplo, Pipin & Kosovichev, 2016; Blackman & Owen, 2016). Também, a atividade é fundamental para verificar a detecção de exoplanetas.

Aqui, estudamos a atividade cromosférica de 80 gêmeas solares. Medimos a atividade cromosférica das linhas H e K usando séries temporais e calibramos nossos valores para o sistema Mount Wilson. Dezesesseis estrelas de nossa amostra são binárias espectroscópicas que, portanto, foram excluídas dos ajustes de idade vs. atividade. As binárias espectroscópicas com maior atividade cromosférica também mostram rotação alta para sua idade (dos Santos et al., 2016) e, também, abundâncias de yttrium acima do esperado (Tucci Maia et al., 2016), sugerindo transferência de massa por uma anterior companheira na fase de gigante. Fornecemos uma nova relação idade-atividade que segue corretamente o decaimento da atividade estelar com a idade, com uma diminuição da atividade até $\sim 3-4$ Gyr, e um comportamento plano para as estrelas mais velhas.

Estimamos que a correlação entre idade e atividade é significativa apenas para estrelas mais jovens que $\sim 4-5$ Gyr. Para as estrelas mais velhas a atividade é tão constante que mesmo pequenas incertezas na atividade se propagam em grandes erros de idade.

Nós fornecemos uma nova calibração do $\log R_{\text{phot}}$ e $\log C_{\text{cf}}$ usando T_{eff} em vez de (B-V) e mostramos que esta mudança não é grande, mas o uso de nossa calibração T_{eff} é recomendado, se T_{eff} for precisamente determinado, pois resulta em uma correlação mais definida com a idade.

O índice S do Sol encontrado foi menor do que as estimativas anteriores, mas nosso menor valor ($S = 0.169$) está em excelente acordo com uma recente revisão crítica do índice

S de Mount Wilson do Sol por Egeland et al. (2017).

Mostramos que o Sol tem um nível de atividade normal para sua idade quando comparado com nossa relação atividade-idade baseada em gêmeas solares.

Mostramos, também, que as calibrações amplamente utilizadas por D93 e MH08 não são adequadas após ~ 4 Gyr, talvez porque suas amostras não incluíssem muitas estrelas de calibração de idade avançada.

Finalmente, enfatizamos que o uso de apenas uma medida, em oposição a um valor médio de ciclo, pode resultar em uma estimativa incerta de idades estelares com base na atividade cromosférica. Nosso ajuste entre σ_s e valores S (Fig. 2.6) fornece uma variação conservadora nos valores S, que poderiam ser usados para estimar um erro realista para as idades cromosféricas.

Apontamos o planeta HD154345b como uma identificação espúria. O Júpiter da HD219134 também poderia ser uma falsa detecção. Para os demais gêmeos de Júpiter, não encontramos indícios de que a atividade magnética possa ter causado a variação observada nas velocidades radiais.

Mostramos que a linha do Mg I (4571.1 \AA) requer diferentes calibrações para diferentes índices S. Entretanto, para qualquer nível de intensidade, o índice M varia menos que o S, sugerindo ser um índice mais adequado para estimar a intensidade média da atividade cromosférica. Finalmente, esse índice poderia ser usado para estimar a variação de atividade estelar em instrumentos que não tenham acesso às linhas H e K do Ca II.

Referências Bibliográficas

- Airapetian, V. S., & Usmanov, A. V. 2016, *ApJ*, 817, L24
- Angus, R., Aigrain, S., Foreman-Mackey, D., & McQuillan, A. 2015, *MNRAS*, 450, 1787
- Baliunas, S. L., Donahue, R. A., Soon, W. H., et al. 1995, *ApJ*, 438, 269
- Baliunas, S., Sokoloff, D., & Soon, W. 1996, *ApJ*, 457, L99
- Barnes, S. A. 2007, *ApJ*, 669, 1167
- Bedell, M., Bean, J. L., Melendez, J., et al. 2016, [arXiv:1611.06239](https://arxiv.org/abs/1611.06239)
- Bedell, M., Meléndez, J., Bean, J. L., et al. 2015, *A&A*, 581, A34
- Bertello, L., Pevtsov, A., Tlatov, A., & Singh, J. 2016, *Sol. Phys.*,
- Blackman, E. G., & Owen, J. E. 2016, *MNRAS*, 458, 1548
- Butler, R. P., Vogt, S. S., Laughlin, G., et al. 2017, [arXiv:1702.03571](https://arxiv.org/abs/1702.03571)
- Butler, R. P., Wright, J. T., Marcy, G. W., et al. 2006, *ApJ*, 646, 505
- Carlos, M., Nissen, P. E., & Meléndez, J. 2016, *A&A*, 587, A100
- Chanamé, J., & Ramírez, I. 2012, *ApJ*, 746, 102
- Do Nascimento, J. D., Jr., Castro, M., Meléndez, J., et al. 2009, *A&A*, 501, 687
- do Nascimento, J.-D., Jr., Vidotto, A. A., Petit, P., et al. 2016, *ApJ*, 820, L15
- Donahue, R. A. 1993, Ph.D. Thesis (D93)

- dos Santos, L. A., Meléndez, J., do Nascimento, J.-D., Jr., et al. 2016, arXiv:1606.06214
- Duncan, D. K., Vaughan, A. H., Wilson, O. C., et al. 1991, *ApJS*, 76, 383
- Egeland, R., Soon, W., Baliunas, S., et al. 2017, arXiv:1611.04540
- Fischer, D. A., Anglada-Escude, G., Arriagada, P., et al. 2016, *PASP*, 128, 066001
- Freitas, F. C., Meléndez, J., Bedell, M., et al. 2017, submitted
- Hall, J. C., Lockwood, G. W., & Skiff, B. A. 2007, *AJ*, 133, 862
- Hall, J. C., Henry, G. W., & Lockwood, G. W. 2007, *AJ*, 133, 2206
- Henry, T. J., Soderblom, D. R., Donahue, R. A., & Baliunas, S. L. 1996, *AJ*, 111, 439
- Howard, A. W., Johnson, J. A., Marcy, G. W., et al. 2010, *ApJ*, 721, 1467
- Jenkins, J. S., Murgas, F., Rojo, P., et al. 2011, *A&A*, 531, A8
- Jenkins, J. S., Jones, H. R. A., Tinney, C. G., et al. 2006, *MNRAS*, 372, 163
- Jones, H. R. A., Butler, R. P., Tinney, C. G., et al. 2010, *MNRAS*, 403, 1703
- Karak, B. B., Kitchatinov, L. L., & Choudhuri, A. R. 2014, *ApJ*, 791, 59
- Kim, Y.-C., Demarque, P., Yi, S. K., & Alexander, D. R. 2002, *ApJS*, 143, 499
- Lachaume, R., Dominik, C., Lanz, T., & Habing, H. J. 1999, *A&A*, 348, 897
- Lo Curto, G., Pepe, F., Avila, G., et al. 2015, *The Messenger*, 162, 9
- Mamajek, E. E., & Hillenbrand, L. A. 2008, *ApJ*, 687, 1264 (MH08)
- Mayor, M., Pepe, F., Queloz, D., et al. 2003, *The Messenger*, 114, 20
- Meléndez, J., Asplund, M., Gustafsson, B., & Yong, D. 2009, *ApJ*, 704, L66
- Meléndez, J., Bean, J. L., Bedell, M., et al. 2015, *The Messenger*, 161, 28
- Meléndez, J., Shchukina, N. G., Vasiljeva, I. E., & Ramírez, I. 2006, *ApJ*, 642, 1082
- Ng, Y. K., & Bertelli, G. 1998, *A&A*, 329, 943

- Nissen, P. E. 2015, *A&A*, 579, A52
- Nordström, B., Mayor, M., Andersen, J., et al. 2004, *A&A*, 418, 989
- Noyes, R. W., Hartmann, L. W., Baliunas, S. L., Duncan, D. K., & Vaughan, A. H. 1984, *ApJ*, 279, 763
- Pace, G. 2013, arXiv:1301.5651
- Pace, G., & Pasquini, L. 2004, *A&A*, 426, 1021
- Pipin, V. V., & Kosovichev, A. G. 2016, *ApJ*, 823, 133
- Porto de Mello, G. F., & da Silva, L. 1997, *ApJ*, 482, L89
- Radick, R. R., Lockwood, G. W., Skiff, B. A., & Baliunas, S. L. 1998, *ApJS*, 118, 239
- Ramírez, I., Meléndez, J., Cornejo, D., Roederer, I. U., & Fish, J. R. 2011, *ApJ*, 740, 76
- Ramírez, I., Meléndez, J., Bean, J., et al. 2014, *A&A*, 572, A48
- Ramírez, I., Michel, R., Sefako, R., et al. 2012, *ApJ*, 752, 5
- Robertson, P., & Mahadevan, S. 2014, *ApJ*, 793, L24
- Rowan, D., Meschiari, S., Laughlin, G., et al. 2016, *ApJ*, 817, 104
- Rutten, R. G. M. 1984, *A&A*, 130, 353
- Schirbel, L., Meléndez, J., Karakas, A. I., et al. 2015, *A&A*, 584, A116
- Schlafly, E. F., & Finkbeiner, D. P. 2011, *ApJ*, 737, 103
- Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, *ApJ*, 500, 525
- Shapiro, A. I., Solanki, S. K., Krivova, N. A., et al. 2014, *A&A*, 569, A38
- Skumanich, A. 1972, *ApJ*, 171, 565
- Soderblom, D. R. 1985, *AJ*, 90, 2103
- Soderblom, D. R. 2010, *ARA&A*, 48, 581
- Spina, L., Meléndez, J., & Ramírez, I. 2016a, *A&A*, 585, A152

- Spina, L., Meléndez, J., Karakas, A. I., et al. 2016b, arXiv:1606.04842
- Tucci Maia, M., Ramírez, I., Meléndez, J., et al. 2016, *A&A*, 590, A32
- van Saders, J. L., Ceillier, T., Metcalfe, T. S., et al. 2016, *Nature*, 529, 181
- Vogt, S. S., Burt, J., Meschiari, S., et al. 2015, *ApJ*, 814, 12
- Vogt, S. S., Butler, R. P., Marcy, G. W., et al. 2005, *ApJ*, 632, 638
- White, O. R., Skumanich, A., Lean, J., Livingston, W. C., & Keil, S. L. 1992, *PASP*, 104, 1139
- Wright, J. T. 2015, Proceedings of colloquium 'Twenty years of giant exoplanets' held at Observatoire de Haute Provence, France, October 5-9, 2015. Edited by I. Boisse, O. Demangeon, F. Bouchy and L. Arnold, p. 8-17. Published by the Observatoire de Haute-Provence, Institut Pythéas. Available Online at <http://ohp2015.sciencesconf.org>, 8
- Wright, J. T., Marcy, G. W., Butler, R. P., et al. 2008, *ApJ*, 683, L63
- Wright, J. T., Marcy, G. W., Butler, R. P., & Vogt, S. S. 2004, *ApJS*, 152, 261
- Wright, J. T., Upadhyay, S., Marcy, G. W., et al. 2009, *ApJ*, 693, 1084
- Yi, S., Demarque, P., Kim, Y.-C., et al. 2001, *ApJS*, 136, 417

Apêndices

Apêndice A

Tabela dos programas de observações e índices de atividade das gêmeas solares

Tabela A.1 - Todas as gêmeas solares observadas pelo HARPS, seus respectivos programas e os índices S usados na calibração.

Estrela	Programas	S	σ_S	Referências
hip1954	072.C-0488,183.C-0972,188.C-0265,091.C-0936,192.C-0852	0.179	0.007	1, 3
hip3203	188.C-0265	0.299	0.006	1, 4
hip4909	072.C-0488,074.C-0364,188.C-0265	0.297	0.012	1
hip5301	072.C-0488,183.C-0972,089.C-0732,090.C-0421,091.C-0034,092.C-0721,093.C-0409	0.167	0.012	1
hip6407*	188.C-0265	0.214	0.012	1
hip7585	074.C-0364,188.C-0265	0.176	0.006	1, 4
hip8507	188.C-0265	0.171	0.008	1, 2
hip9349	188.C-0265	0.283	0.012	1
hip10175	188.C-0265	0.209	0.012	1
hip10303	188.C-0265	0.167	0.006	1, 4
hip11915	072.C-0488,183.C-0972,188.C-0265,089.C-0732,091.C-0034,092.C-0721,093.C-0409,192.C-0852	0.181	0.012	1
hip14501	072.C-0488,183.C-0972,188.C-0265,192.C-0852	0.157	0.006	1, 4
hip14614	076.C-0155,188.C-0265	0.168	0.012	1
hip15527	072.C-0488,183.C-0972	0.177	0.013	1, 3
hip18844	188.C-0265	0.167	0.007	1,3, 5
hip19911*	188.C-0265	0.253	0.008	1, 4
hip22263	188.C-0265	0.279	0.014	1,2,4,5, 6
hip25670	188.C-0265	0.168	0.015	1, 2
hip28066	188.C-0265	0.155	0.006	1,4, 6
hip29432	185.D-0056,188.C-0265	0.168	0.006	1, 4
hip29525	074.C-0364,072.C-0488	0.343	0.012	1
hip30037*	188.C-0265	0.166	0.008	1,2, 7
hip30158	188.C-0265	0.169	0.011	1, 5
hip30476	072.C-0488,183.C-0972,188.C-0265	0.159	0.006	1, 5
hip30502	183.D-0729,188.C-0265	0.168	0.006	1, 7
hip33094	072.C-0488	0.153	0.012	1

Continua na próxima página. . .

Tabela A.1 - Continuação

Estrela	Programas	S	σ_S	Referências
hip34511	074.C-0364,188.C-0265	0.166	0.012	1
hip36512	072.C-0488,183.C-0972,188.C-0265,091.C-0936	0.170	0.006	1, 7
hip36515	192.C-0224	0.363	0.012	1
hip38072	188.C-0265	0.305	0.014	1, 2
hip40133	188.C-0265	0.160	0.006	1, 4
hip41317	072.C-0488,183.C-0972,188.C-0265	0.164	0.006	1,4,5, 7
hip42333	188.C-0265	0.304	0.015	1, 4
hip43297*	188.C-0265	0.256	0.007	1, 4
hip44713	072.C-0488,192.C-0852	0.185	0.023	1, 3
hip44935	183.D-0729,188.C-0265	0.165	0.006	1, 7
hip44997	075.C-0332,183.D-0729,188.C-0265	0.174	0.012	1, 7
hip49756	188.C-0265,183.D-0729	0.164	0.006	1, 4
hip54102*	072.C-0488,183.C-0972,188.C-0265	0.218	0.008	1, 7
hip54287	072.C-0488,183.C-0972,188.C-0265,183.D-0729	0.192	0.046	1, 5
hip54582*	072.C-0488,183.C-0972,188.C-0265,183.D-0729	0.155	0.006	1, 4
hip62039*	188.C-0265,183.D-0729	0.155	0.006	1, 4
hip64150*	188.C-0265	0.159	0.006	1,4, 6
hip64673*	188.C-0265	0.163	0.012	1
hip64713	183.D-0729,188.C-0265	0.167	0.006	1, 7
hip65708	188.C-0265	0.155	0.006	1, 4
hip67620*	188.C-0265	0.215	0.008	1,4, 5
hip68468	188.C-0265	0.156	0.012	1
hip69645	188.C-0265	0.164	0.012	1
hip72043*	188.C-0265	0.168	0.006	1, 4
hip73241*	188.C-0265	0.172	0.014	1, 5
hip73815	075.C-0332,188.C-0265	0.161	0.012	1
hip74389	072.C-0488	0.171	0.012	1
hip74432**	188.C-0265	0.149	0.006	1, 4
hip76114	188.C-0265	0.161	0.006	1, 4
hip77052**	075.C-0332,188.C-0265	0.196	0.006	1,4, 5
hip77883	183.D-0729,188.C-0265	0.166	0.006	1, 7
hip79578*	188.C-0265	0.217	0.006	1, 5
hip79672	072.C-0488,077.C-0364,183.D-0729,188.C-0265,185.D-0056	0.170	0.006	1,2,4,6, 7
hip79715	075.C-0332,072.C-0488,183.C-0972,188.C-0265,089.C-0732	0.172	0.013	1, 5
hip81746*	188.C-0265	0.173	0.011	1, 5
hip85042	072.C-0488,183.C-0972,188.C-0265,089.C-0415,192.C-0852	0.157	0.006	1, 4
hip87769*	188.C-0265	0.170	0.012	1
hip89650	183.D-0729,188.C-0265	0.165	0.006	1, 7
hip95962	072.C-0488,077.C-0364,183.C-0972,188.C-0265,60.A-9036	0.161	0.006	1, 4
hip96160	188.C-0265	0.187	0.012	1
hip101905	188.C-0265,183.D-0729	0.216	0.019	1,3,3, 5
hip102040	188.C-0265,183.D-0729	0.170	0.006	1,4, 6
hip102152	183.D-0729,188.C-0265,292.C-5004	0.161	0.012	1
hip104045	077.C-0364,072.C-0488,188.C-0265,092.C-0721,093.C-0409	0.164	0.012	1

Continua na próxima página. . .

Tabela A.1 - Continuação

Estrela	Programas	S	σ_S	Referências
hip105184	188.C-0265,183.D-0729	0.231	0.022	1,3, 5
hip108468	072.C-0488,183.C-0972,188.C-0265,183.D-0729,091.C-0936,192.C-0852	0.163	0.012	1
hip109110*	075.C-0202	0.322	0.012	1
hip109821	072.C-0488,192.C-0852	0.159	0.012	1
hip114615	188.C-0265	0.191	0.012	1
hip115577	072.C-0488,183.C-0972,188.C-0265,183.D-0729,192.C-0852	0.160	0.006	1, 5
hip116906	072.C-0488,183.C-0972,192.C-0852	0.163	0.012	1
hip117367	188.C-0265	0.156	0.012	1
hip118115	188.C-0265	0.160	0.012	1

1 Ramírez et al. (2014)

2 Jenkins et al. (2011)

3 Jenkins et al. (2006)

4 Wright et al. (2004)

5 Henry et al. (1996)

6 Duncan et al. (1991)

7 Meléndez et al. (2009)

Tabela A.2 - Parâmetros de todas as gêmeas solares da amostra.

HIP	B-V	S	σ_S	$\log R'_{HK}$	$\sigma \log R'_{HK}$	Idade	Erro	Início/fim(MJD)	Janela (anos)	Observações
1954	0.681	0.1783	0.0053	-4.9080	0.0255	4.872	0.965	52942/57283	11.9	74
3203	0.620	0.3070	0.0143	-4.4841	0.0290	0.987	0.662	55850/57283	3.9	29
4909	0.637	0.2754	0.0144	-4.5633	0.0341	1.232	0.770	53204/57283	11.2	39
5301	0.650	0.1600	0.0106	-4.9959	0.0669	6.488	0.670	52991/56928	10.8	38
6407*	0.652	0.2233	0.0084	-4.7160	0.0277	1.488	0.656	55846/56298	1.2	7
7585	0.648	0.1771	0.0053	-4.8995	0.0270	3.291	0.508	53359/57283	10.7	77
8507	0.651	0.1739	0.0061	-4.9173	0.0318	3.625	0.943	55846/57283	3.9	51
9349	0.650	0.2548	0.0146	-4.6226	0.0389	1.429	0.758	55846/57283	3.9	30
10175	0.704	0.2143	0.0173	-4.7759	0.0587	1.815	0.652	55850/57283	3.9	45
10303	0.680	0.1612	0.0041	-4.9986	0.0245	5.477	0.561	55846/57283	3.9	52
11915	0.649	0.1861	0.0074	-4.8570	0.0338	4.157	0.647	52941/57283	11.9	65
14501	0.645	0.1580	0.0039	-5.0069	0.0253	9.926	0.374	52937/57283	11.9	72
14614	0.620	0.1743	0.0050	-4.9022	0.0268	5.823	1.016	53702/57283	9.8	32
15527	0.650	0.1694	0.0047	-4.9409	0.0259	7.924	0.320	52939/56323	9.3	66
18844	0.676	0.1599	0.0040	-5.0051	0.0245	7.456	0.427	55846/56301	1.2	16
19911*	0.661	0.2594	0.0110	-4.6174	0.0281	4.004	1.466	55846/55985	0.4	6
22263	0.632	0.2715	0.0143	-4.5694	0.0347	1.074	0.762	55846/57230	3.8	114
25670	0.659	0.1702	0.0066	-4.9402	0.0359	4.120	0.768	55846/57283	3.9	49
28066	0.649	0.1577	0.0038	-5.0100	0.0251	9.859	0.295	55850/57283	3.9	80
29432	0.633	0.1766	0.0055	-4.8957	0.0285	5.508	0.710	55554/57283	4.7	91
29525	0.660	0.3087	0.0144	-4.5062	0.0286	0.4	0.1	53358/53492	0.4	16
30037*	0.682	0.1742	0.0058	-4.9287	0.0293	6.960	0.624	55846/57027	3.2	17
30158	0.746	0.1631	0.0042	-5.0077	0.0221	4.570	0.981	55983/57028	2.9	34
30476	0.675	0.1564	0.0038	-5.0261	0.0242	9.689	0.273	52940/57028	11.2	104
30502	0.664	0.1645	0.0043	-4.9735	0.0252	7.007	0.679	54964/57028	5.7	35
33094	0.712	0.1468	0.0031	-5.0977	0.0217	10.092	0.265	52948/54767	5.0	90
34511	0.630	0.1650	0.0044	-4.9585	0.0261	3.373	0.889	53358/57026	10.0	31
36512	0.656	0.1690	0.0046	-4.9453	0.0257	7.185	0.500	52940/57028	11.2	62
36515	0.641	0.3681	0.0185	-4.3888	0.0291	0.633	0.464	56705/56988	0.8	16
38072	0.648	0.3074	0.0143	-4.5008	0.0287	1.306	0.724	55983/57028	2.9	23
40133	0.660	0.1617	0.0041	-4.9888	0.0251	5.500	0.389	55983/57026	2.9	28
41317	0.668	0.1619	0.0041	-4.9905	0.0249	8.224	0.468	52987/57028	11.1	59
42333	0.655	0.2866	0.0167	-4.5491	0.0371	1.011	0.518	55984/57028	2.9	31
43297*	0.689	0.2493	0.0209	-4.6619	0.0564	3.840	0.738	55983/57028	2.9	29
44713	0.668	0.1680	0.0083	-4.9557	0.0460	7.581	0.288	52984/56793	10.4	80
44935	0.645	0.1603	0.0040	-4.9923	0.0254	6.215	0.434	54964/57026	5.6	26
44997	0.659	0.1716	0.0062	-4.9326	0.0330	3.876	0.919	53502/57026	9.6	32
49756	0.647	0.1638	0.0043	-4.9717	0.0256	4.618	0.573	55983/57028	2.9	38
54102*	0.649	0.2306	0.0089	-4.6913	0.0278	1.107	0.698	53056/57027	10.9	34
54287	0.680	0.1573	0.0038	-5.0223	0.0241	6.340	0.398	52989/57028	11.1	70
54582*	0.613	0.1558	0.0037	-5.0110	0.0259	7.276	0.312	53017/57028	11.0	108
62039*	0.660	0.1574	0.0038	-5.0157	0.0248	6.725	0.441	55983/57229	3.4	37
64150*	0.676	0.1607	0.0041	-5.0000	0.0246	6.406	0.656	55983/57230	3.4	68

Continua na próxima página...

Tabela A.2 - Continuação

HIP	B-V	S	σ_S	$\log R'_{HK}$	$\sigma \log R'_{HK}$	Idade	Erro	Início/fim(MJD)	Janela (anos)	Observações
64673*	0.640	0.1632	0.0053	-4.9726	0.0320	5.224	0.554	55984/57230	3.4	35
64713	0.649	0.1642	0.0047	-4.9702	0.0278	4.261	1.096	54963/57230	6.2	35
65708	0.647	0.1543	0.0036	-5.0318	0.0249	9.410	0.284	55983/56376	1.1	10
67620*	0.701	0.2244	0.0085	-4.7414	0.0267	7.176	1.077	55983/56376	1.1	24
68468	0.654	0.1533	0.0037	-5.0409	0.0257	5.9	0.4	55983/57232	3.4	43
69645	0.665	0.1650	0.0050	-4.9712	0.0288	5.273	0.852	55983/57230	3.4	33
72043*	0.636	0.1770	0.0052	-4.8947	0.0266	6.419	0.468	55983/57230	3.4	31
73241*	0.710	0.1764	0.0059	-4.9292	0.0280	9.384	0.346	55983/56377	1.1	44
73815	0.663	0.1603	0.0040	-4.9983	0.0249	6.566	0.462	53502/57230	10.2	37
74389	0.636	0.1794	0.0054	-4.8827	0.0267	1.005	0.484	53580/54646	2.9	33
74432**	0.682	0.1518	0.0061	-5.0583	0.0418	9.768	0.312	56048/57232	3.2	60
76114	0.656	0.1631	0.0042	-4.9789	0.0253	6.151	0.816	56046/57230	3.2	29
77052**	0.686	0.2101	0.0138	-4.7802	0.0490	3.665	0.906	53501/57232	10.2	139
77883	0.687	0.1652	0.0062	-4.9778	0.0348	7.240	0.678	54965/57232	6.2	45
79578*	0.647	0.2013	0.0076	-4.7921	0.0301	2.170	0.778	56042/57232	3.3	48
79672	0.650	0.1720	0.0048	-4.9269	0.0260	3.090	0.391	53152/57283	11.3	5237
79715	0.653	0.1586	0.0094	-5.0059	0.0606	6.471	0.462	53508/57284	10.3	45
81746*	0.653	0.1611	0.0041	-4.9902	0.0253	7.526	0.582	56042/57284	3.4	12
85042	0.679	0.1597	0.0040	-5.0072	0.0244	6.662	0.617	53811/57284	9.5	184
87769*	0.685	0.1661	0.0052	-4.9720	0.0288	5.145	0.687	56043/57232	3.3	32
89650	0.643	0.1573	0.0068	-5.0107	0.0446	3.824	0.755	54969/57284	6.3	49
95962	0.643	0.1622	0.0042	-4.9801	0.0256	3.820	0.776	53604/57284	10.1	70
96160	0.653	0.1896	0.0061	-4.8435	0.0267	2.165	0.779	55847/57284	3.9	44
101905	0.626	0.2113	0.0155	-4.7433	0.0567	1.589	0.685	55846/57284	3.9	46
102040	0.613	0.1753	0.0057	-4.8941	0.0303	2.423	0.912	56045/57284	3.4	101
102152	0.669	0.1595	0.0059	-5.0055	0.0368	6.918	0.689	54973/57284	6.3	65
104045	0.639	0.1610	0.0041	-4.9857	0.0256	2.293	0.833	53945/57284	9.1	36
105184	0.640	0.2334	0.0102	-4.6775	0.0313	0.604	0.445	55846/57284	3.9	101
108468	0.625	0.1659	0.0074	-4.9508	0.0438	7.562	0.397	53204/57284	11.2	66
109110*	0.674	0.3332	0.0161	-4.4700	0.0287	0.7	0.1	53499/53593	0.3	5
109821	0.652	0.1570	0.0038	-5.0156	0.0250	9.301	0.390	52940/56903	10.9	76
114615	0.656	0.2010	0.0095	-4.7977	0.0373	1.050	0.710	55846/57283	3.9	48
115577	0.692	0.1542	0.0036	-5.0449	0.0234	9.501	0.342	52941/57283	11.9	118
116906	0.648	0.1576	0.0042	-5.0106	0.0273	6.463	0.441	53202/56621	9.4	47
117367	0.622	0.1582	0.0039	-4.9978	0.0258	5.942	0.395	55846/57283	3.9	41
118115	0.633	0.1568	0.0038	-5.0110	0.0255	7.791	0.324	55846/57283	3.9	4

* Binária espectroscópica

** Binária visual

Apêndice B

Artigo submetido à revista *Astronomy & Astrophysics*

The Solar Twin Planet Search

VI. The age - chromospheric activity relation [★]

Fabrcio C. Freitas¹, Jorge Meléndez¹, Megan Bedell², Iván Ramírez³, Jacob L. Bean², Martin Asplund⁴, Lorenzo Spina¹, Stefan Dreizler⁵, Alan Alves-Brito⁶, and Luca Casagrande⁴

¹ Universidade de São Paulo, Departamento de Astronomia do IAG/USP, Rua do Matão 1226, Cidade Universitária, 05508-900 São Paulo, SP, Brazil. e-mail: fabrcio.freitas@usp.br

² University of Chicago, Department of Astronomy and Astrophysics, USA

³ University of Texas, McDonald Observatory and Department of Astronomy at Austin, USA

⁴ The Australian National University, Research School of Astronomy and Astrophysics, Cotter Road, Weston, ACT 2611, Australia

⁵ Institut für Astrophysik, Universität Göttingen, Germany

⁶ Instituto de Física, Universidade Federal do Rio Grande do Sul, Porto Alegre, Brazil

December 5, 2016

ABSTRACT

Context. It is well known that the magnetic activity of solar type stars decreases with age, but it is widely debated in the literature whether there is a smooth decline or if there is an early sharp drop and then stars remaining relatively inactive.

Aims. To revisit the activity-age relation using time-series observations of a large sample of solar twins whose very precise physical parameters and ages have been obtained

Methods. We measure the Ca II H and K activity values using HARPS spectra of 79 solar twins that have precise ages. **The solar activity was measured through asteroids using the same instrumentation.** We transform our measurements to the S Mount Wilson scale and then compute the activity index R'_{HK} .

Results. After excluding spectroscopic binaries from the sample we fit relations between activity and age, assessing at what age stars decrease their activity to the point that they have roughly constant activity with age. Three anomalous stars (HIP19911, HIP43297, HIP67620) that show an activity index too large for their age, are spectroscopic binaries and also show enhanced rotation and signatures of mass transfer. **We measure an average solar activity of $S = 0.169$ ($\sigma = 0.004$) during cycles 23-24, and through a correlation with sunspots we infer an average of $S = 0.168$ ($\sigma = 0.004$) for cycles 10-24; these values are lower than previous works probably because of calibration issues in earlier results.**

Conclusions. The correlation between age and activity becomes too weak for stars older than 4-5 Gyr, so that for old stars the chromospheric ages are very uncertain. Thus the average level of stellar activity can be used as a reliable age indicator only for stars younger than about 4 Gyr. **Compared to solar twins, the Sun seems to have a normal chromospheric activity for its age.**

Key words. stars: solar-type – stars: evolution – stars: fundamental parameters – magnetic fields

1. Introduction

The stars' chromospheric activity is directly related to the stars rotational velocity, which decreases with time, consequently activity is related to age. Age is a fundamental parameter of a star and affects important properties such as rotation and activity but is notoriously difficult to estimate for field stars. A review of different methods to estimate stellar ages is given by Soderblom (2010), who also discussed the problems affecting the different age indicators. Some authors estimate stellar ages by activity (e.g., Donahue 1993; Henry et al. 1996; Wright et al. 2004; Mamajek & Hillenbrand 2008), rotation (e.g., Barnes 2007; Mamajek & Hillenbrand 2008; Angus et al. 2015; dos Santos et al. 2016), isochrones (e.g., Ng & Bertelli 1998; Lachaume

et al. 1999; Ramírez et al. 2014; Nissen 2015) and, more recently, chemical abundance markers such as the Li abundance (e.g., Do Nascimento et al. 2009; Carlos et al. 2016) and [Y/Mg] or [Y/Al] ratio (e.g., Nissen 2015; Tucci Maia et al. 2016; Spina et al. 2016a,b).

The first work on the activity-age relation was performed by Skumanich (1972), where the chromospheric emission of the Ca II H and K lines was used as activity indicator. While there are other proxies for magnetic activity (e.g. X-ray coronal emission), the H and K lines are widely used because they are readily measurable.

Most previous works suggested a smooth decrease of chromospheric activity with increasing age (Donahue 1993; Henry et al. 1996), but more recently Pace & Pasquini (2004) and Pace (2013) suggested that activity-age relations are only valid for stars younger than approximately 2 Gyr, with no further decay in activity after this age. Notice however that Pace & Pasquini (2004) used 5 open clusters and the Sun resulting in a fit with only 6 points between chromospheric flux or $v \sin i$ and age. Pace (2013) used 494 dwarfs stars to indicate a plateau after ~ 1.5 Gyr,

[★] Based on observations collected at the European Organisation for Astronomical Research in the Southern Hemisphere under ESO programs 188.C-0265, 183.D-0729, 292.C-5004, 077.C-0364, 072.C-0488, 092.C-0721, 093.C-0409, 183.C-0972, 192.C-0852, 091.C-0936, 089.C-0732, 091.C-0034, 076.C-0155, 185.D-0056, 074.C-0364, 075.C-0332, 089.C-0415, 60.A-9036, 090.C-0421, 192.C-0224 and 075.C-0202.

A&A proofs: manuscript no. the_age_chromospheric_relation_2

but his sample is very heterogeneous, with temperatures ranging from 5000K to 7000K.

In a broader context, the magnetic activity history of our Sun is important for planetary habitability (Airapetian & Usmanov 2016; do Nascimento et al. 2016) and to constrain dynamo models (e.g., Karak et al. 2014; Pipin & Kosovichev 2016). In this work we reassess the age-chromospheric activity relation using a large sample of solar twins (Ramírez et al. 2014). These stars are very similar to the Sun, since their stellar parameters (T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$) are roughly within ± 100 K, ± 0.1 dex, ± 0.1 dex of the Sun's values¹. As the stars have very similar physical properties, the main parameter affecting changes in stellar activity is their ages.

2. Data, measurement and calibration

2.1. Sample

Our sample was selected from the 88 solar twins presented in Ramírez et al. (2014). From this sample, we obtained data for 70 stars with the HARPS instrument (Mayor et al. 2003) at the 3.6 m telescope at the La Silla observatory, to search for planets around solar twins (program 188.C-0265, Bedell et al. 2015; Meléndez et al. 2015). Additional data for 9 stars were found in the ESO archive, as detailed in Table 1. Thanks to this data we could make a study based on time-series, unlike most previous studies that may not have such a broad coverage.

To measure the solar activity index we used spectra from Ceres, Iris and Vesta (ESO projects 0.82.C-0357 (A), 084.C-0288 (A), 088.C-0323 (A), 295.C-5031(A), 295.C-5035 (A), 60.A-9036 (A) and 60.A-9700 (G)) and correlate with the International Sunspot Number from WDC-SILSO (version 2.0), Royal Observatory of Belgium, Brussels.²

2.2. Calibration to the Mount Wilson System

Measurements of the H and K values were made with two filters, one created by us and another one similar to the original Mount Wilson filters used to obtain the S index, based on Duncan et al. (1991) (see Table 2). The filters created by us are narrower than the original Mount Wilson filters, because we restrict to the emission in the center of the lines, and also the narrower continuum filter is less affected by variations in the continuum. Our H and K values were calibrated to the Mount Wilson S-index. For this calibration we made fits that transformed our S-index measured in the HARPS spectra into known measurements of this index already in the Mount Wilson system (Duncan et al. 1991; Henry et al. 1996; Wright et al. 2004; Meléndez et al. 2009; Jenkins et al. 2011; Ramírez et al. 2014) of 79 solar twins in our catalog, as reported in Table 1.

We tested different ways to calibrate the S-index. The simplest was a linear fit ($S = A_1x + B_1$), where x is either the index measured on the H line or on the K line, or the average between the two lines.³ Furthermore, each fit was made in three passbands: the one created by us (Table 2, first line), the filter cited in Wright et al. (2004) (Table 2, second line), and the average index of the previous two. The fits are shown in Fig. 1. The lowest reduced χ^2 calibration was a linear fit to the average of the

Table 2. Filters used for the CaII H and K lines for calibration of the S index in the Mount Wilson system.

	K Continuum		K*	H**	H Continuum	
	Center	Width	Width	Width	Center	Width
Our	3917.3 Å	5 Å	1.3 Å	1.3 Å	3979.8 Å	5 Å
Mount Wilson	3901.07 Å	20 Å	2.18 Å	2.18 Å	4001.07 Å	20 Å

* Center at 3933.663 Å

** Center at 3968.469 Å

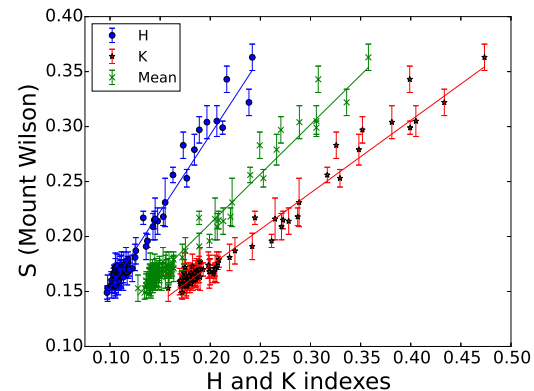


Fig. 1. Linear fit between our H and K values and the average Mount Wilson S-index found in literature. See Table 3.

Table 3. Calibration results of our H and K values for the Mount Wilson S-index, using a linear relation $S = A_1x + B_1$.

	A_1	B_1	χ^2 reduced	σ
K	1.3980	0.0130	0.88	0.0085
H	0.6609	0.0413	0.85	0.0086
(H+K)/2	0.8999	0.0318	0.79	0.0082

H and K values from Wright et al. (2004) (passbands in second row of Table 2):

$$S = 0.8996 (H+K)/2 + 0.03283; \quad (1)$$

for this combination, the standard deviation was 0.0082 (Table 3). Notice however that all fits gave a low scatter. **The calibration 1 was applied to all HARPS spectra.**

Stars change their activity with time, as show for example in Fig. 2 for the activity cycle of 18 Sco. The observed variation is compatible with the 7 years activity cycle reported by Hall et al. (2007).

The standard deviation of the S-index (σ_S) due to its variation with activity cycle increases for more active stars (Fig. 3). In order to have a good estimate of σ_S , it is important to have observations during the whole activity cycle, but this is likely not the case for most of our sample stars. Thus, in some cases σ_S represents only a lower limit of the actual S-index variation during the entire activity cycle. To correct this limitation we did a linear fit between σ_S and S ($\sigma_S = A_2S + B_2$) using only the single stars and the visual binaries. In the analysis below we use the measured σ_S , but deviations that were lower than the fit were considered a lower limit to the scatter and were replaced by the adjusted value (Fig. 3). Notice that using a fit (dashed line) to the stars with observations over 9 years (enclosed by squares), does not make a significant difference for most sample stars, but

¹ $T_{\text{eff}}^\odot = 5777$ K, $\log g^\odot = 4.437$, as adopted in Ramírez et al. (2014).

² <http://www.sidc.be/silso>

³ We also made a linear fit that combined the H and K values as $S = AH + BK + C$, but the fit was not considered further because the χ^2 reduced did not change though more parameters were employed.

Fabrício C. Freitas et al.: The Solar Twin Planet Search

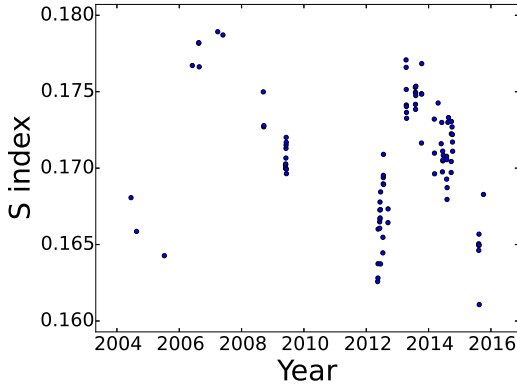


Fig. 2. The time evolution of the chromospheric activity of 18 Sco using our calibrated S index (one point per night is plotted).

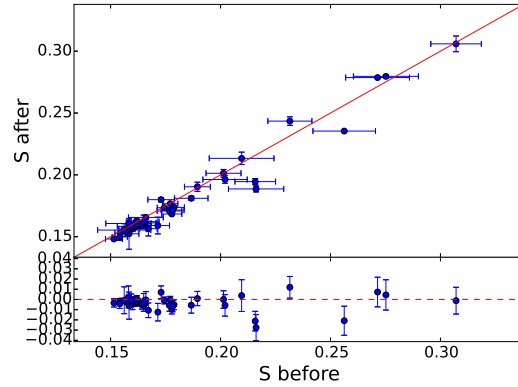


Fig. 4. The S index before and after the HARPS upgrade in June 2015. The red line is the 1:1 relation. The residuals are shown in the bottom panel, with the dashed line at 0.0.

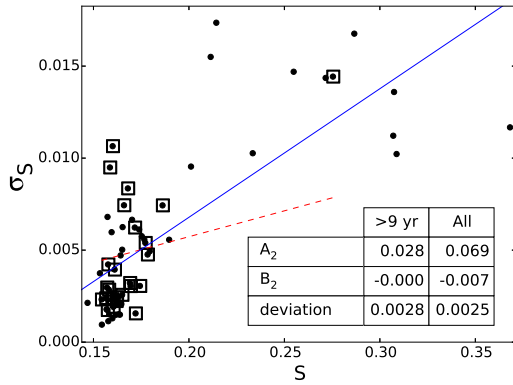


Fig. 3. Variation of the standard deviation of the S-index for all **single solar twins**. The points with a square are the stars that were observed for more than 9 years with HARPS. The blue line is the linear fit using all points and the red dashed line is the fit using only stars observed over 9 years.

for the most active the difference is large because there are no points in this fit with S bigger than 0.3. So we choose to use the fit using all points.

Notice that HARPS was upgraded in June 2015 (Lo Curto et al. 2015). Our tests with the difference between the average S before and after the upgrade for 46 stars, show a median absolute deviation of 0.0033 in the S-index, only $\sim 1\%$ of their S values, and considerably lower than the scatter of our calibrations (last column of Table 3). In Fig. 4 we can see that there is no significant variation of the measured S index after June 2015, hence we choose to use those data with the same calibration.

The average values and standard deviation of the S values, already calibrated to the Mount Wilson system using the transformation from $(H + K)/2$ to S (Eq. 1), are given in Table 4.

2.3. Conversion to the R'_{HK}

From the S index we made the conversion to R_{HK} , that is the total flux per cm^2 at the stellar surface in the H and K lines normalized by σT_{eff}^4 . However R_{HK} has a chromospheric (R'_{HK}) and a photospheric (R_{phot}) component. Thus, to calculate the chromospheric emission R'_{HK} , we need to subtract first the photospheric contribution. We performed this using the conversion described in Wright et al. (2004).

$$R_{HK} = 1.34 \times 10^{-4} C_{\text{cf}} S, \quad (2)$$

where

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

Finally,

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

and

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

The (B-V) colors were taken mostly from the solar twin catalogue of UB-V photometry by Ramírez et al. (2012) and complemented with other values from the literature, as explained in Ramírez et al. (2014). We did not correct for reddening because most of our sample are nearby stars ($d \leq 90$ pc), except HIP114915 ($d=102.56$ pc). However this star is at a high galactic latitude ($b=-68^\circ$), having thus a negligible extinction, $E(B-V)=0.020$ according to Schlegel et al. (1998), and 0.017 according to the correction by Schlafly & Finkbeiner (2011) or 0.008 adopting the correction proposed by Meléndez et al. (2006).

This procedure has the disadvantage of using the (B-V) index to calculate the photospheric and chromospheric contributions, but these are directly related to T_{eff} rather than (B-V). So we made new calibrations to R'_{HK} using T_{eff} instead of (B-V) to test if we would reach the same conclusion. First, we calibrated R_{phot} using the values of R_{HK} and R'_{HK} given in Noyes et al. (1984). The T_{eff} was taken from Ramírez et

A&A proofs: manuscript no. the_age_chromospheric_relation_2

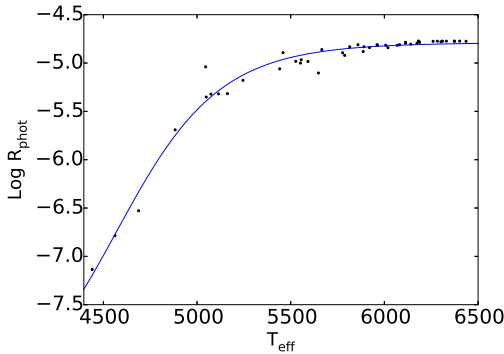


Fig. 5. The $\text{Log } R_{\text{phot}}$ of the stars present in Noyes et al. (1984). The blue line represents our fit described in Eq. 6.

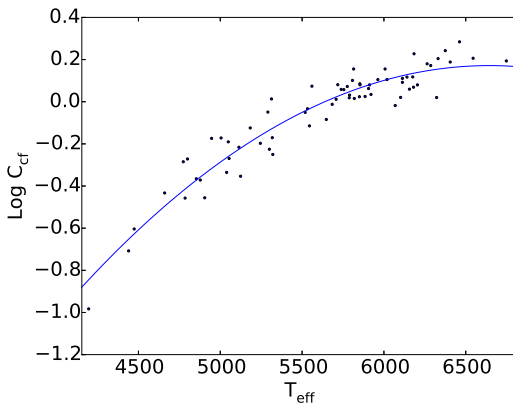


Fig. 6. The C_{cf} of the stars cited in Rutten (1984). The blue line represents our fit described in Eq. 7.

al. (2014) and the best calibration we reached is the Eq. 6 (plotted in Fig. 5):

$$\log R_{\text{phot}} = -4.78845 - 3.70700 / (1 + T_{\text{eff}} / 4598.92)^{17.5272}. \quad (6)$$

After that, we calibrated the C_{cf} using the values found in Rutten (1984) excluding the giant stars. The calibration follows below (plotted in Fig. 6):

$$\log C_{\text{cf}} = -1.70 \times 10^{-7} T_{\text{eff}}^2 + 2.25 \times 10^{-3} T_{\text{eff}} - 7.31. \quad (7)$$

The revised results using T_{eff} to calculate R'_{HK} follows in subsection 3.3.

2.4. The Sun

It has been shown by Bertello et al. (2016) that the disk integrated Ca II index has a strong linear correlation with sunspot number, therefore we could perform a calibration between the S-index and sunspot number, allowing thus to

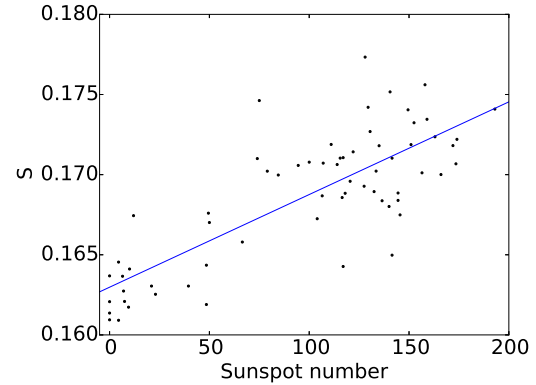


Fig. 7. The number International Sunspot Number (WDC-SILSO) against the measured S index in the same day. The blue line represents the best fit between them, as presented in Eq. 8.

increase our time baseline. Albeit a quadratic relation between the S-index and solar spot disk area has been suggested (Shapiro et al. 2014), the results by Bertello et al. (2016) suggest that the S-index should correlate linearly with sunspot numbers.

For each day that the S-index was measured we related it with the mean between the number of sunspots one day earlier and one day after the observation, using the WDC-SILSO sunspot numbers. The relation between them is presented in Fig. 7.

So we estimate the best fit between them as:

$$S = 5.78213 \times 10^{-5} N + 0.162976, \quad (8)$$

where N is the International Sunspot Number defined by the Royal Observatory of Belgium. With this relation we used the mean monthly sunspot number from January of 1850 (when the sunspot number started to be measured everyday), and converted each sunspot number to an equivalent S index. We found a mean of 0.1679 and a standard deviation of 0.0039. The time evolution of the S-index inferred from sunspots is presented in Fig. 8, showing how the mean activity level depends on the activity cycle. The advantage of our approach is that we use 15 solar cycles to achieve an accurate average S index.

The Sun's values obtained in this work are compared against those by Egeland et al. (2016), Mamajek & Hillenbrand (2008, hereafter MH08), Hall et al. (2007), Radick et al. (1998), Baliunas et al. (1995), White et al. (1992) and Duncan et al. (1991) in Table 5. Notice the excellent agreement of our results with the values measured by Hall et al. (2007) and with the recent detailed study of the Mount Wilson Observatory S-index of the Sun by Egeland et al. (2016), where calibration problems with earlier results are discussed in detail.

3. The activity-age relation

3.1. Stellar ages

The ages employed in this work are from Tucci Maia et al. (2016), except for HIP29525 and HIP109110, for which rota-

Fabrício C. Freitas et al.: The Solar Twin Planet Search

Table 5. Our solar values against other literatures values for the SUN.

	S	σ S	$\text{Log } R'_{\text{HK}} (\sigma \text{ Log } R'_{\text{HK}})$	Min (σ) / Max (σ)	$\text{Log } R'_{\text{HK}}$	68% range	Cycles
This work	0.1679	0.0039	-4.952 (0.022)	-4.979 (0.001)/-4.909 (0.009) ^a	-4.974	to -4.926	10-24
This work ^b	0.1686	0.0042	23-24
Egeland et al. (2016)	0.1686	23-24
Egeland et al. (2016) ^c	0.1694	0.0030	-4.944 (0.009)	-4.984 / -4.905	15-24
MH08	0.176	0.003	-4.906	...	-4.942	to -4.865	20-23
Hall et al. (2007)	0.170	23
Radick et al. (1998)	0.178	...	-4.89	21-22
Baliunas et al. (1995)	0.179	...	-4.901 ^d	21-22
White et al. (1992)	0.173	0.007	20-21
Duncan et al. (1991)	0.172	0.0133	20

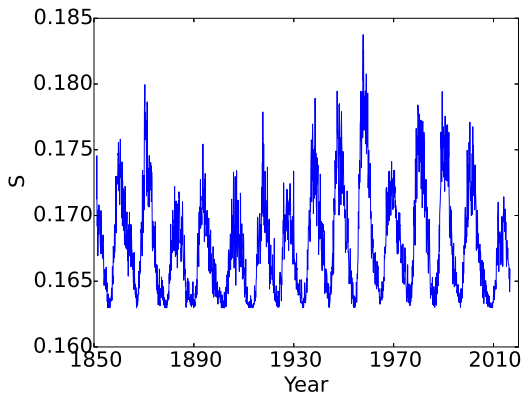
^a Corresponding to the 10th and 90th percentiles of the $\text{Log } R'_{\text{HK}}$ distribution.^b Here we only used the S index measured in HARPS spectra, without any calibration to sunspot number.^c These value includes recalibrations from previous works.^d Baliunas et al. (1996).

Fig. 8. The average monthly solar S index (using the eq. 8) since 1850.

tional ages were adopted. These ages were obtained by comparing the observed location of each star in stellar parameter space with predictions of stellar evolution theory, as computed by the Yonsei-Yale group (Yi et al. 2001; Kim et al. 2002). The input stellar parameters for these calculations are very precise, namely the spectroscopic T_{eff} , $\log g$, and $[\text{Fe}/\text{H}]$ values. Therefore, the age probability distributions that are computed from the nearest isochrone points are relatively narrow, leading to precise values for the most-probable ages of our stars. Details of this straightforward probabilistic approach are given in Ramírez et al. (2014, their Sect 4.5), while in Tucci Maia et al. (2016, their Sect. 2.2) we discuss the small corrections that need to be applied to the $[\text{Fe}/\text{H}]$ scale of this isochrone set in order to reproduce perfectly the solar age.

Typically, isochrone ages of main-sequence stars are very uncertain due to poorly-known luminosities, which stems from inaccurate distances/parallaxes, and the fact that stars evolve slowly during that stage. For solar twins, this is not an issue because the stars' surface gravities, which replace the stars' luminosities in this procedure, are extremely precise, as are the stars' effective temperatures and metallicities. Indeed, the precision of stellar ages for solar twins is as good as, if not better than those obtained for slightly evolved stars, for

which the isochrone method works best. Moreover, because the isochrone sets can be slightly modified to match precisely the solar parameters, ages of solar twins can be made not only very precise, but also reasonably accurate. In addition, more sophisticated approaches to deriving stellar ages, while necessary when investigating the long-term evolution of stellar populations (see, e.g., Nordström et al. 2004) may not be critical for setting precisely the chronology of a small sample of stars which are all very similar to each other. Moreover, Chanamé & Ramírez (2012, their Figure 7) have shown that at least one of these approaches which uses Bayesian techniques results in ages which are only slightly offset from those computed using our simpler approach.

Notice that our differential isochrone method gives an age of 7.1 ± 0.2 Gyr for the 16 Cyg pair of solar twins (Ramírez et al. 2011), reproducing thus the seismic age (average of 7.0 ± 0.1 Gyr) estimated by van Saders et al. (2016). Thus, our method seems valid also for stars beyond solar age.

3.2. Activity-age relation using the (B-V) calibration

We have visual and spectroscopic binaries in our sample, as marked in Table 4. They were identified from previous works in the literature, or from our own HARPS observation (see Tucci Maia et al. (2016) for details). Spectroscopic binaries may have a different evolution from the other stars because the interaction with its partner can change the angular momentum and consequently the chromospheric activity, so they were ignored in the fit of activity vs. age.

There were three anomalous stars (HIP19911, HIP43297, HIP67620) that are too active for their age (see Fig. 9). Note that they are spectroscopic binaries and show enhanced rotation velocities for their ages (dos Santos et al. 2016). HIP67620 has also been identified as anomalously high in $[\text{Y}/\text{Mg}]$ (Tucci Maia et al. 2016), being evidence of mass transfer from a former AGB companion, causing a rejuvenation in stellar activity due to transfer of angular momentum. This star is probably a solar twin blue straggler, like HIP10725 (Schirbel et al. 2015). The stars HIP19911 and HIP43297 also have enhanced Y abundances for their age (Tucci Maia et al. 2016), suggesting a link to the blue straggler phenomenon.

With all measurements of the activity indicator $\log R'_{\text{HK}}$ for single stars and visual binaries, we made three fits of activity as a function of age, using the formulas below. The first one is a

A&A proofs: manuscript no. the_age_chromospheric_relation_2

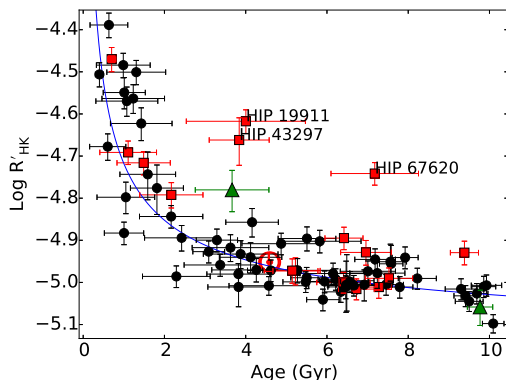


Fig. 9. $\text{Log } R'_{\text{HK}}$ using (B-V) vs age for all sample solar twins. The black circles are single stars, the red squares are spectroscopic binaries, the green triangles are visual binaries and the Sun is represented with its usual symbol. Three anomalous stars are identified. The blue line is our activity-age relation based on Eq. 10 and the coefficients in Table 6

generic power law, as suggested by Pace & Pasquini (2004):

$$\log R'_{\text{HK}} = A_3 t^{C_3} + B_3 \quad (9)$$

and isolating t we have:

$$t = A_4 (\log R'_{\text{HK}} + B_4)^{C_4}, \quad (10)$$

where t is the stellar age in Gyr. Another formula that was used is the one developed by Donahue (1993, hereafter D93), as used by Wright et al. (2004):

$$\log(t) = A_5 R_5^3 + B_5 R_5^2 + C_5 R_5 + D_5, \quad (11)$$

where R_5 is $R'_{\text{HK}} \times 10^5$. The original coefficients of D93 are $A = -0.0522$, $B = 0.4085$, $C = -1.334$ and $D = 1.725^4$. The last formula adopted was the one proposed by MH08:

$$\log(t) = A_6 \log(R'_{\text{HK}})^2 + B_6 \log(R'_{\text{HK}}) + C_6, \quad (12)$$

with original coefficients $A = -1.6675$, $B = -17.912$ and $C = -47.053^5$.

The original calibrations of MH08 and D93 do not describe well the ages of the older stars, because they have a sharp decline rather than a flat behavior after 4 Gyr, as suggested by our data (see Fig. 10). Hence, we made new fits for the D93 and MH08 equations; the result of the fits are given in Table 6 and are also shown in Fig. 10.

There are problems with the recalibrated D93 and MH08 relations, because the most active stars do not follow a tight monotonic relation with age. Although this is the best mathematical solution, it makes no physical sense, because this solution predicts the possibility of a star became more active when gets older. Except for this, the recalibrated D93 and MH08 relations

⁴ Notice that the original coefficient is 10.725 because is given in years.

⁵ Notice that the original coefficient is -38.053 because is given in years.

Table 6. Results of the coefficients, standards deviations and χ^2 adjusted in the age-activity fits.

Function	$A_{4,5,6}$	$B_{4,5,6}$	$C_{4,5,6}$	D_5	Std. σ	χ^2 reduced
Our (B-V) [power law]	0.2109	5.1649	-1.9337	...	0.50	1.49
MH08 original	-1.6675	-17.912	-47.053	...	0.95	5.89
MH08 recalibrated	4.5460	40.852	91.491	...	0.49	1.49
D93 original	-0.0522	0.4085	-1.3340	1.725	1.79	6.47
D93 recalibrated	-0.4554	3.0995	-6.9446	5.148	0.45	1.49
Our (T_{eff}) [power law]	0.2782	5.3418	-2.8280	...	0.47	1.40

roughly follow our preferred fit using Eq. 10 (first row of Table 6), as shown in Fig. 10.

D93 and MH08 latter relations show unphysical behavior for very active stars, thus, our preferred calibration (Eq. 10, Table 6) seems to be the most appropriate for the entire main-sequence age range covered by the solar twins.

In order to verify the sensitivity of activity to age, we calculated the Pearson correlation coefficient (R), setting minimum ages starting at 0 and increasing in steps of 1 Gyr until 9 Gyr, as shown in Fig. 11. We note that when considering all the stars there is a correlation between age and activity, however when removing the younger stars the correlation weakens. This is due to the fact that for older stars the continuing decay of activity is very small. In Fig. 11 we can see that for stars older than 4 Gyr the correlation becomes so low that the probability of a false alarm is greater than 1%. Also the correlation coefficient drops fast, becoming below 50% above 3 Gyr. In other words the stars lose their sensitivity to age at about 3-4 Gyr.

The Sun is a key calibration point of age-activity relations, therefore it is important to verify whether it has a normal chromospheric activity. In Fig. 10 we show the Sun using our measurements. As can be seen, the Sun has a normal level of activity for its age because its $\log R'_{\text{HK}}$ is compatible with our fit within 1σ . This shows the importance of using a single consistent method to calculate the R'_{HK} from HARPS spectra for the Sun and the other stars. When compared against other literature measurements we had a lower activity (average of $\log R'_{\text{HK}} = -4.952$); for example Baliunas et al. (1996) found $\log R'_{\text{HK}} = -4.901$, but they only measured R'_{HK} from cycle 20 to 22, and their measurements may be affected by calibration issues, resulting in a high S-index for the Sun and therefore in a high $\log R'_{\text{HK}}$. Our result is in better agreement with Hall et al. (2007) and Egeland et al. (2016), who found -4.94 and -4.944 , measuring R'_{HK} from cycle 23 and cycles 15-24, respectively. Notice that our value is estimated from cycles 10 to 24, preventing us to take into account only strong or weak cycles.

3.3. The analysis using T_{eff}

The R'_{HK} using (B-V) is almost always close to the R'_{HK} using T_{eff} , as can be seen in Fig. 12. The difference has a mean of 0.011 a standard deviation of 0.023 dex.

Here we did the same procedure described in Section 2. First, we fit only our relation (Eq. 10) as can be seen in Fig. 13; the coefficients are in the last line of Table 6. Notice that our new age-activity fit gives smaller residuals than our fitting using (B-V), and we achieve the lowest reduced χ^2 .

After that we study the sensitivity of activity to age, calculating the Pearson correlation coefficient for $\log R'_{\text{HK}}$ using T_{eff} , as shown in Fig. 14.

Our age-activity fit using T_{eff} shows a more defined decline with age, and the correlation between age and activity is stronger. However after 5 Gyr the R coefficient is smaller

Fabrício C. Freitas et al.: The Solar Twin Planet Search

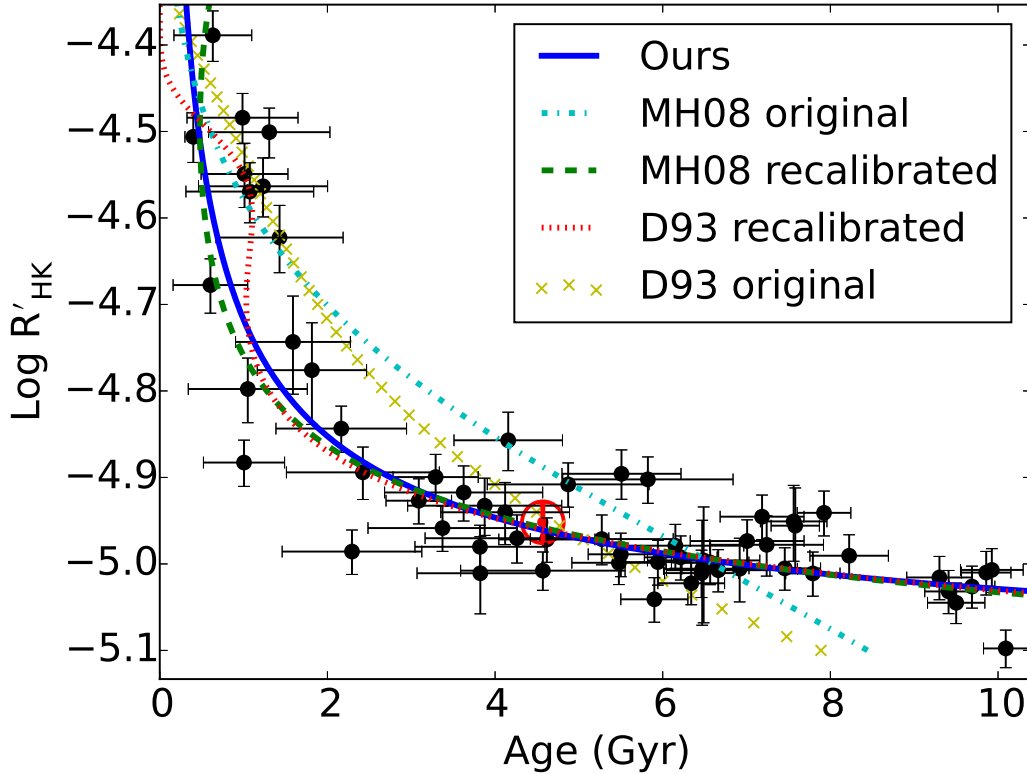


Fig. 10. $\text{Log } R'_{\text{HK}}$ vs age for all solar twins (excluding binaries). The Sun is represented with its usual symbol. The blue line is our activity-age relation, the D93 original and MH08 original are the fits based on the original relations by D93 and MH08, respectively. The other two fits are based in the MH08 and D93 equations but with the coefficient adjusted using our solar twin sample. Notice the unphysical behavior of the D93 and MH08 recalibrated polynomials for young stars.

than 50% and the FAP is greater than 1%, so after that age the $\text{log } R'_{\text{HK}}$ is almost flat, as the one using the (B-V) calibration.

4. Discussion

According to our results, it is clear that stars older than 3-4 Gyr have an activity decay so flat that activity is very weakly dependent on age. This is strengthened by our very homogeneous group of stars, that are solar twins with about 1 solar mass and roughly solar metallicity.

The main activity-age relations used in the literature (D93 and MH08) do not fit well the stars older than ~ 4 Gyr, showing a continuing steep decrease with age rather than a flattening.

Pace & Pasquini (2004) and Pace (2013) were correct to conclude that fits between activity and age are only valid for young stars. Our analysis of chromospheric activity in solar twins supports their claims, suggesting almost no sensitivity to age above ~ 3 -4 Gyr.

Our results are supported by the recent analysis presented in dos Santos et al. (2016). In that work they used a similar homogeneous sample of solar twins to fit stellar rotation vs age. They

conclude that the stellar rotation evolution is flatter than what would be expected by the Skumanich law (Skumanich 1972) and that the stellar rotation is almost flat after ~ 2 -3 Gyr. Also van Saders et al. (2016) recently suggested that solar-type stars older than the Sun have a rotational braking weaker than previously thought.

We also suggest other authors to use our calibration with T_{eff} because it shows a stronger correlation with age in comparison to the standard method using (B-V), and the residuals and χ^2 reduced of the R'_{HK} values against age is smaller.

Different authors provides different S index and R'_{HK} for the Sun, sometimes their solar values are based on different instrumentation than their stellar values. It is important to define well these values, to correctly compare the Sun with other stars. Our approach is more consistent because we measure the activity index in the Sun and the stars using the same instrument (HARPS) and asteroids rather than skylight or Moon spectra for the Sun.

A&A proofs: manuscript no. the_age_chromospheric_relation_2

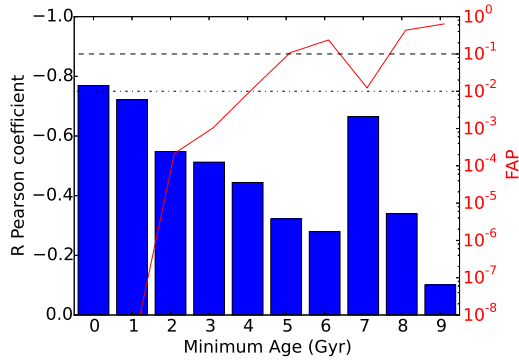


Fig. 11. R Pearson coefficient for solar twins with minimum age from 0 to 9 Gyr represented by the blue bars. The red solid line represents the false alarm probability (FAP), in other words, the probability that such a correlation could have arisen from white noise.

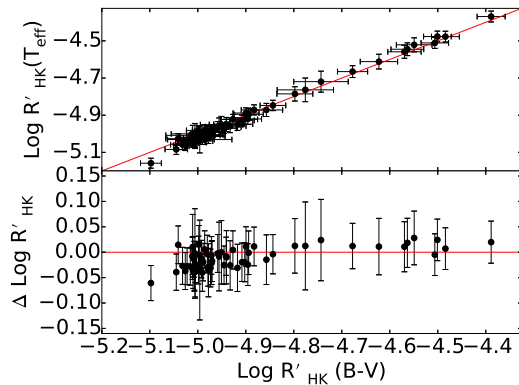


Fig. 12. The $\log R'_{\text{HK}}$ using (B-V) vs the $\log R'_{\text{HK}}$ using the T_{eff} (upper panel) and the residuals between them (lower panel). The red line represents the relation 1:1.

5. Conclusions

Knowledge of chromospheric activity evolution is important for studies that aim to model the decay of magnetic activity with age (e.g., Pipin & Kosovichev 2016; Blackman & Owen 2016).

Here we studied the chromospheric activity of 80 solar twins. We measured the chromospheric activity from the H and K lines using time-series, and calibrated our values to the Mount Wilson system. Sixteen of our sample stars are spectroscopic binaries which therefore were excluded from the activity-age fits. The spectroscopic binaries with the highest chromospheric activity also show enhanced rotation (dos Santos et al. 2016) and enhanced Y abundances (Tucci Maia et al. 2016), suggesting mass transfer by their companions.

We provide a new age-activity relation that correctly follows the decay of stellar activity with age, with a decrease of activity up to ~3-4 Gyr, and a flat behavior for older stars.

We estimate that the correlation between age and activity is significant only for stars younger than ~4-5 Gyr; for older stars the activity is so flat that even small uncertainties in the activity propagate into large errors in age.

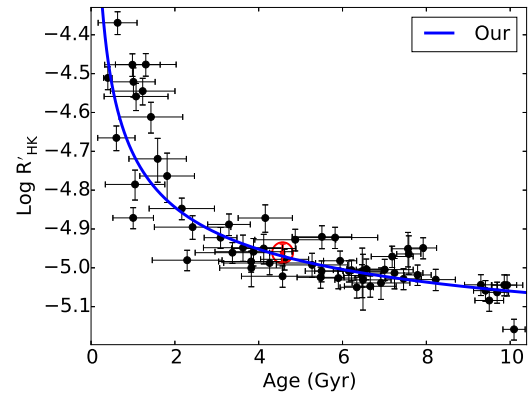


Fig. 13. $\text{Log} R'_{\text{HK}}$ using T_{eff} vs age for all single stars solar twins. The black circles are single stars and the Sun is represented with its usual symbol. The blue line is our activity-age relation based on Eq. 10 and the coefficients in last line of Table 6

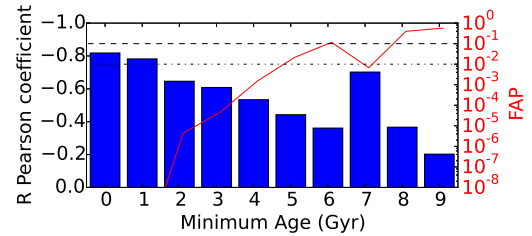


Fig. 14. R Pearson coefficient for $\text{Log} R'_{\text{HK}}$ using T_{eff} represented by the blue bars. The red solid line represents the false alarm probability (FAP), in other words, the probability that such a correlation could have arisen from white noise.

We provide a new calibration of $\log R_{\text{phot}}$ and $\log C_{\text{ef}}$ using T_{eff} instead of (B-V), and show that this change is not large, but the use of our T_{eff} calibration is recommended, if T_{eff} is precisely determined, as it results in a more defined correlation with age.

The S-index of the Sun was found smaller than previous estimates, but our lower value ($S = 0.169$) is in excellent agreement with a recent critical revision of the Mount Wilson S-index of the Sun by Egeland et al. (2016).

We show that the Sun has a normal activity level for its age when compared against our activity-age relation based on solar twins.

We also show that the widely used calibrations by D93 and MH08 are not adequate after ~4 Gyr, perhaps because their sample did not include many calibrating stars at old ages.

Finally, we emphasize that using only one measurement, as opposed to a cycle-averaged value, can result in an uncertain estimate of stellar ages based on chromospheric activity. Our fit between σ_s and S-values (Fig. 3) provides a conservative variation in S-values that could be used to estimate a realistic error for chromospheric ages.

References

Airapetian, V. S., & Usmanov, A. V. 2016, *ApJ*, 817, L24

Fabrício C. Freitas et al.: The Solar Twin Planet Search

- Angus, R., Aigrain, S., Foreman-Mackey, D., & McQuillan, A. 2015, *MNRAS*, 450, 1787
- Baliunas, S. L., Donahue, R. A., Soon, W. H., et al. 1995, *ApJ*, 438, 269
- Baliunas, S., Sokoloff, D., & Soon, W. 1996, *ApJ*, 457, L99
- Barnes, S. A. 2007, *ApJ*, 669, 1167
- Bedell, M., Meléndez, J., Bean, J. L., et al. 2015, *A&A*, 581, A34
- Bertello, L., Pevtsov, A., Tlatov, A., & Singh, J. 2016, *Sol. Phys.*,
- Blackman, E. G., & Owen, J. E. 2016, *MNRAS*, 458, 1548
- Carlos, M., Nissen, P. E., & Meléndez, J. 2016, *A&A*, 587, A100
- Chanamé, J., & Ramírez, I. 2012, *ApJ*, 746, 102
- Do Nascimento, J. D., Jr., Castro, M., Meléndez, J., et al. 2009, *A&A*, 501, 687
- do Nascimento, J.-D., Jr., Vidotto, A. A., Petit, P., et al. 2016, *ApJ*, 820, L15
- Donahue, R. A. 1993, Ph.D. Thesis (D93)
- dos Santos, L. A., Meléndez, J., do Nascimento, J.-D., Jr., et al. 2016, arXiv:1606.06214
- Duncan, D. K., Vaughan, A. H., Wilson, O. C., et al. 1991, *ApJS*, 76, 383
- Egeland, R., Soon, W., Baliunas, S., et al. 2016, arXiv:1611.04540
- Hall, J. C., Lockwood, G. W., & Skiff, B. A. 2007, *AJ*, 133, 862
- Hall, J. C., Henry, G. W., & Lockwood, G. W. 2007, *AJ*, 133, 2206
- Henry, T. J., Soderblom, D. R., Donahue, R. A., & Baliunas, S. L. 1996, *AJ*, 111, 439
- Jenkins, J. S., Murgas, F., Rojo, P., et al. 2011, *A&A*, 531, A8
- Jenkins, J. S., Jones, H. R. A., Tinney, C. G., et al. 2006, *MNRAS*, 372, 163
- Karak, B. B., Kitchatinov, L. L., & Choudhuri, A. R. 2014, *ApJ*, 791, 59
- Kim, Y.-C., Demarque, P., Yi, S. K., & Alexander, D. R. 2002, *ApJS*, 143, 499
- Lachaume, R., Dominik, C., Lanz, T., & Habing, H. J. 1999, *A&A*, 348, 897
- Lo Curto, G., Pepe, F., Avila, G., et al. 2015, *The Messenger*, 162, 9
- Mamajek, E. E., & Hillenbrand, L. A. 2008, *ApJ*, 687, 1264 (MH08)
- Mayor, M., Pepe, F., Queloz, D., et al. 2003, *The Messenger*, 114, 20
- Meléndez, J., Asplund, M., Gustafsson, B., & Yong, D. 2009, *ApJ*, 704, L66
- Meléndez, J., Bean, J. L., Bedell, M., et al. 2015, *The Messenger*, 161, 28
- Meléndez, J., Shchukina, N. G., Vasiljeva, I. E., & Ramírez, I. 2006, *ApJ*, 642, 1082
- Ng, Y. K., & Bertelli, G. 1998, *A&A*, 329, 943
- Nissen, P. E. 2015, *A&A*, 579, A52
- Nordström, B., Mayor, M., Andersen, J., et al. 2004, *A&A*, 418, 989
- Noyes, R. W., Hartmann, L. W., Baliunas, S. L., Duncan, D. K., & Vaughan, A. H. 1984, *ApJ*, 279, 763
- Pace, G. 2013, arXiv:1301.5651
- Pace, G., & Pasquini, L. 2004, *A&A*, 426, 1021
- Pipin, V. V., & Kosovichev, A. G. 2016, *ApJ*, 823, 133
- Radick, R. R., Lockwood, G. W., Skiff, B. A., & Baliunas, S. L. 1998, *ApJS*, 118, 239
- Ramírez, I., Meléndez, J., Cornejo, D., Roederer, I. U., & Fish, J. R. 2011, *ApJ*, 740, 76
- Ramírez, I., Meléndez, J., Bean, J., et al. 2014, *A&A*, 572, A48
- Ramírez, I., Michel, R., Sefako, R., et al. 2012, *ApJ*, 752, 5
- Rowan, D., Meschiari, S., Laughlin, G., et al. 2016, *ApJ*, 817, 104
- Rutten, R. G. M. 1984, *A&A*, 130, 353
- Schirbel, L., Meléndez, J., Karakas, A. I., et al. 2015, *A&A*, 584, A116
- Schlafly, E. F., & Finkbeiner, D. P. 2011, *ApJ*, 737, 103
- Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, *ApJ*, 500, 525
- Shapiro, A. I., Solanki, S. K., Krivova, N. A., et al. 2014, *A&A*, 569, A38
- Skumanich, A. 1972, *ApJ*, 171, 565
- Soderblom, D. R. 2010, *ARA&A*, 48, 581
- Spina, L., Meléndez, J., & Ramírez, I. 2016a, *A&A*, 585, A152
- Spina, L., Meléndez, J., Karakas, A. I., et al. 2016b, arXiv:1606.04842
- Tucci Maia, M., Ramírez, I., Meléndez, J., et al. 2016, *A&A*, 590, A32
- van Saders, J. L., Ceillier, T., Metcalfe, T. S., et al. 2016, *Nature*, 529, 181
- White, O. R., Skumanich, A., Lean, J., Livingston, W. C., & Keil, S. L. 1992, *PASP*, 104, 1139
- Wright, J. T., Marcy, G. W., Butler, R. P., & Vogt, S. S. 2004, *ApJS*, 152, 261
- Yi, S., Demarque, P., Kim, Y.-C., et al. 2001, *ApJS*, 136, 417

A&A–the_age_chromospheric_relation_2, *Online Material p 10***Table 1.** All the solar twins observed by HARPS, their respective programs and S values used in the calibration.

Star	ESO programs	S	σ_S	reference
hip1954	072.C-0488,183.C-0972,188.C-0265,091.C-0936,192.C-0852	0.179	0.007	1, 3
hip3203	188.C-0265	0.299	0.006	1, 4
hip4909	072.C-0488,074.C-0364,188.C-0265	0.297	0.012	1
hip5301	072.C-0488,183.C-0972,089.C-0732,090.C-0421,091.C-0034,092.C-0721,093.C-0409	0.167	0.012	1
hip6407*	188.C-0265	0.214	0.012	1
hip7585	074.C-0364,188.C-0265	0.176	0.006	1, 4
hip8507	188.C-0265	0.171	0.008	1, 2
hip9349	188.C-0265	0.283	0.012	1
hip10175	188.C-0265	0.209	0.012	1
hip10303	188.C-0265	0.167	0.006	1, 4
hip11915	072.C-0488,183.C-0972,188.C-0265,089.C-0732,091.C-0034,092.C-0721,093.C-0409,192.C-0852	0.181	0.012	1
hip14501	072.C-0488,183.C-0972,188.C-0265,192.C-0852	0.157	0.006	1, 4
hip14614	076.C-0155,188.C-0265	0.168	0.012	1
hip15527	072.C-0488,183.C-0972	0.177	0.013	1, 3
hip18844	188.C-0265	0.167	0.007	1, 3, 5
hip19911*	188.C-0265	0.253	0.008	1, 4
hip22263	188.C-0265	0.279	0.014	1, 2, 4, 5, 6
hip25670	188.C-0265	0.168	0.015	1, 2
hip28066	188.C-0265	0.155	0.006	1, 4, 6
hip29432	185.D-0056,188.C-0265	0.168	0.006	1, 4
hip29525	074.C-0364,072.C-0488	0.343	0.012	1
hip30037*	188.C-0265	0.166	0.008	1, 2, 7
hip30158	188.C-0265	0.169	0.011	1, 5
hip30476	072.C-0488,183.C-0972,188.C-0265	0.159	0.006	1, 5
hip30502	183.D-0729,188.C-0265	0.168	0.006	1, 7
hip33094	072.C-0488	0.153	0.012	1
hip34511	074.C-0364,188.C-0265	0.166	0.012	1
hip36512	072.C-0488,183.C-0972,188.C-0265,091.C-0936	0.170	0.006	1, 7
hip36515	192.C-0224	0.363	0.012	1
hip38072	188.C-0265	0.305	0.014	1, 2
hip40133	188.C-0265	0.160	0.006	1, 4
hip41317	072.C-0488,183.C-0972,188.C-0265	0.164	0.006	1, 4, 5, 7
hip42333	188.C-0265	0.304	0.015	1, 4
hip43297*	188.C-0265	0.256	0.007	1, 4
hip44713	072.C-0488,192.C-0852	0.185	0.023	1, 3
hip44935	183.D-0729,188.C-0265	0.165	0.006	1, 7
hip44997	075.C-0332,183.D-0729,188.C-0265	0.174	0.012	1, 7
hip49756	188.C-0265,183.D-0729	0.164	0.006	1, 4
hip54102*	072.C-0488,183.C-0972,188.C-0265	0.218	0.008	1, 7
hip54287	072.C-0488,183.C-0972,188.C-0265,183.D-0729	0.192	0.046	1, 5
hip54582*	072.C-0488,183.C-0972,188.C-0265,183.D-0729	0.155	0.006	1, 4
hip62039*	188.C-0265,183.D-0729	0.155	0.006	1, 4
hip64150*	188.C-0265	0.159	0.006	1, 4, 6
hip64673*	188.C-0265	0.163	0.012	1
hip64713	183.D-0729,188.C-0265	0.167	0.006	1, 7
hip65708	188.C-0265	0.155	0.006	1, 4
hip67620*	188.C-0265	0.215	0.008	1, 4, 5
hip68468	188.C-0265	0.156	0.012	1
hip69645	188.C-0265	0.164	0.012	1
hip72043*	188.C-0265	0.168	0.006	1, 4
hip73241*	188.C-0265	0.172	0.014	1, 5
hip73815	075.C-0332,188.C-0265	0.161	0.012	1
hip74389	072.C-0488	0.171	0.012	1
hip74432**	188.C-0265	0.149	0.006	1, 4
hip76114	188.C-0265	0.161	0.006	1, 4
hip77052**	075.C-0332,188.C-0265	0.196	0.006	1, 4, 5
hip77883	183.D-0729,188.C-0265	0.166	0.006	1, 7
hip79578*	188.C-0265	0.217	0.006	1, 5
hip79672	072.C-0488,077.C-0364,183.D-0729,188.C-0265,185.D-0056	0.170	0.006	1, 2, 4, 6, 7
hip79715	075.C-0332,072.C-0488,183.C-0972,188.C-0265,089.C-0732	0.172	0.013	1, 5
hip81746*	188.C-0265	0.173	0.011	1, 5
hip85042	072.C-0488,183.C-0972,188.C-0265,089.C-0415,192.C-0852	0.157	0.006	1, 4
hip87769*	188.C-0265	0.170	0.012	1
hip89650	183.D-0729,188.C-0265	0.165	0.006	1, 7

A&A–the_age_chromospheric_relation_2, *Online Material p 11***Table 1.** continued.

Star	ESO programs	S	σ_S	reference
hip95962	072.C-0488,077.C-0364,183.C-0972,188.C-0265,60.A-9036	0.161	0.006	1, 4
hip96160	188.C-0265	0.187	0.012	1
hip101905	188.C-0265,183.D-0729	0.216	0.019	1,3,3, 5
hip102040	188.C-0265,183.D-0729	0.170	0.006	1,4, 6
hip102152	183.D-0729,188.C-0265,292.C-5004	0.161	0.012	1
hip104045	077.C-0364,072.C-0488,188.C-0265,092.C-0721,093.C-0409	0.164	0.012	1
hip105184	188.C-0265,183.D-0729	0.231	0.022	1,3, 5
hip108468	072.C-0488,183.C-0972,188.C-0265,183.D-0729,091.C-0936,192.C-0852	0.163	0.012	1
hip109110*	075.C-0202	0.322	0.012	1
hip109821	072.C-0488,192.C-0852	0.159	0.012	1
hip114615	188.C-0265	0.191	0.012	1
hip115577	072.C-0488,183.C-0972,188.C-0265,183.D-0729,192.C-0852	0.160	0.006	1, 5
hip116906	072.C-0488,183.C-0972,192.C-0852	0.163	0.012	1
hip117367	188.C-0265	0.156	0.012	1
hip118115	188.C-0265	0.160	0.012	1

- 1 Ramírez et al. (2014)
2 Jenkins et al. (2011)
3 Jenkins et al. (2006)
4 Wright et al. (2004)
5 Henry et al. (1996)
6 Duncan et al. (1991)
7 Meléndez et al. (2009)

A&A—the_age_chromospheric_relation_2, Online Material p 12

Table 4. Parameters of all sample solar twins.

HIP	B-V	S	σ_S	$\log R'_{HK}$	$\sigma \log R'_{HK}$	age	error	initial / final date (MJD)	time-span (years)	observations
1954	0.681	0.1783	0.0053	-4.9080	0.0255	4.872	0.965	52942/57283	11.9	74
3203	0.620	0.3070	0.0143	-4.4841	0.0290	0.987	0.662	55850/57283	3.9	29
4909	0.637	0.2754	0.0144	-4.5633	0.0341	1.232	0.770	53204/57283	11.2	39
5301	0.650	0.1600	0.0106	-4.9959	0.0669	6.488	0.670	52991/56928	10.8	38
6407*	0.652	0.2233	0.0084	-4.7160	0.0277	1.488	0.656	55846/56298	1.2	7
7585	0.648	0.1771	0.0053	-4.8995	0.0270	3.291	0.508	53359/57283	10.7	77
8507	0.651	0.1739	0.0061	-4.9173	0.0318	3.625	0.943	55846/57283	3.9	51
9349	0.650	0.2548	0.0146	-4.6226	0.0389	1.429	0.758	55846/57283	3.9	30
10175	0.704	0.2143	0.0173	-4.7759	0.0587	1.815	0.652	55850/57283	3.9	45
10303	0.680	0.1612	0.0041	-4.9986	0.0245	5.477	0.561	55846/57283	3.9	52
11915	0.649	0.1861	0.0074	-4.8570	0.0338	4.157	0.647	52941/57283	11.9	65
14501	0.645	0.1580	0.0039	-5.0069	0.0253	9.926	0.374	52937/57283	11.9	72
14614	0.620	0.1743	0.0050	-4.9022	0.0268	5.823	1.016	53702/57283	9.8	32
15527	0.650	0.1694	0.0047	-4.9409	0.0259	7.924	0.320	52939/56323	9.3	66
18844	0.676	0.1599	0.0040	-5.0051	0.0245	7.456	0.427	55846/56301	1.2	16
19911*	0.661	0.2594	0.0110	-4.6174	0.0281	4.004	1.466	55846/55985	0.4	6
22263	0.632	0.2715	0.0143	-4.5694	0.0347	1.074	0.762	55846/57230	3.8	114
25670	0.659	0.1702	0.0066	-4.9402	0.0359	4.120	0.768	55846/57283	3.9	49
28066	0.649	0.1577	0.0038	-5.0100	0.0251	9.859	0.295	55850/57283	3.9	80
29432	0.633	0.1766	0.0055	-4.8957	0.0285	5.508	0.710	55554/57283	4.7	91
29525	0.660	0.3087	0.0144	-4.5062	0.0286	0.4	0.1	53358/53492	0.4	16
30037*	0.682	0.1742	0.0058	-4.9287	0.0293	6.960	0.624	55846/57027	3.2	17
30158	0.746	0.1631	0.0042	-5.0077	0.0221	4.570	0.981	55983/57028	2.9	34
30476	0.675	0.1564	0.0038	-5.0261	0.0242	9.689	0.273	52940/57028	11.2	104
30502	0.664	0.1645	0.0043	-4.9735	0.0252	7.007	0.679	54964/57028	5.7	35
33094	0.712	0.1468	0.0031	-5.0977	0.0217	10.092	0.265	52948/54767	5.0	90
34511	0.630	0.1650	0.0044	-4.9585	0.0261	3.373	0.889	53358/57026	10.0	31
36512	0.656	0.1690	0.0046	-4.9453	0.0257	7.185	0.500	52940/57028	11.2	62
36515	0.641	0.3681	0.0185	-4.3888	0.0291	0.633	0.464	56705/56988	0.8	16
38072	0.648	0.3074	0.0143	-4.5008	0.0287	1.306	0.724	55983/57028	2.9	23
40133	0.660	0.1617	0.0041	-4.9888	0.0251	5.500	0.389	55983/57026	2.9	28
41317	0.668	0.1619	0.0041	-4.9905	0.0249	8.224	0.468	52987/57028	11.1	59
42333	0.655	0.2866	0.0167	-4.5491	0.0371	1.011	0.518	55984/57028	2.9	31
43297*	0.689	0.2493	0.0209	-4.6619	0.0564	3.840	0.738	55983/57028	2.9	29
44713	0.668	0.1680	0.0083	-4.9557	0.0460	7.581	0.288	52984/56793	10.4	80
44935	0.645	0.1603	0.0040	-4.9923	0.0254	6.215	0.434	54964/57026	5.6	26
44997	0.659	0.1716	0.0062	-4.9326	0.0330	3.876	0.919	53502/57026	9.6	32
49756	0.647	0.1638	0.0043	-4.9717	0.0256	4.618	0.573	55983/57028	2.9	38
54102*	0.649	0.2306	0.0089	-4.6913	0.0278	1.107	0.698	53056/57027	10.9	34
54287	0.680	0.1573	0.0038	-5.0223	0.0241	6.340	0.398	52989/57028	11.1	70
54582*	0.613	0.1558	0.0037	-5.0110	0.0259	7.276	0.312	53017/57028	11.0	108
62039*	0.660	0.1574	0.0038	-5.0157	0.0248	6.725	0.441	55983/57229	3.4	37
64150*	0.676	0.1607	0.0041	-5.0000	0.0246	6.406	0.656	55983/57230	3.4	68
64673*	0.640	0.1632	0.0053	-4.9726	0.0320	5.224	0.554	55984/57230	3.4	35
64713	0.649	0.1642	0.0047	-4.9702	0.0278	4.261	1.096	54963/57230	6.2	35
65708	0.647	0.1543	0.0036	-5.0318	0.0249	9.410	0.284	55983/56376	1.1	10
67620*	0.701	0.2244	0.0085	-4.7414	0.0267	7.176	1.077	55983/56376	1.1	24
68468	0.654	0.1533	0.0037	-5.0409	0.0257	5.9	0.4	55983/57232	3.4	43
69645	0.665	0.1650	0.0050	-4.9712	0.0288	5.273	0.852	55983/57230	3.4	33
72043*	0.636	0.1770	0.0052	-4.8947	0.0266	6.419	0.468	55983/57230	3.4	31
73241*	0.710	0.1764	0.0059	-4.9292	0.0280	9.384	0.346	55983/56377	1.1	44
73815	0.663	0.1603	0.0040	-4.9983	0.0249	6.566	0.462	53502/57230	10.2	37
74389	0.636	0.1794	0.0054	-4.8827	0.0267	1.005	0.484	53580/54646	2.9	33
74432**	0.682	0.1518	0.0061	-5.0583	0.0418	9.768	0.312	56048/57232	3.2	60
76114	0.656	0.1631	0.0042	-4.9789	0.0253	6.151	0.816	56046/57230	3.2	29
77052**	0.686	0.2101	0.0138	-4.7802	0.0490	3.665	0.906	53501/57232	10.2	139
77883	0.687	0.1652	0.0062	-4.9778	0.0348	7.240	0.678	54965/57232	6.2	45
79578*	0.647	0.2013	0.0076	-4.7921	0.0301	2.170	0.778	56042/57232	3.3	48
79672	0.650	0.1720	0.0048	-4.9269	0.0260	3.090	0.391	53152/57283	11.3	5237
79715	0.653	0.1586	0.0094	-5.0059	0.0606	6.471	0.462	53508/57284	10.3	45
81746*	0.653	0.1611	0.0041	-4.9902	0.0253	7.526	0.582	56042/57284	3.4	12
85042	0.679	0.1597	0.0040	-5.0072	0.0244	6.662	0.617	53811/57284	9.5	184
87769*	0.685	0.1661	0.0052	-4.9720	0.0288	5.145	0.687	56043/57232	3.3	32
89650	0.643	0.1573	0.0068	-5.0107	0.0446	3.824	0.755	54969/57284	6.3	49
95962	0.643	0.1622	0.0042	-4.9801	0.0256	3.820	0.776	53604/57284	10.1	70

A&A–the_age_chromospheric_relation_2, *Online Material p 13***Table 4.** continued.

HIP	B-V	S	σ_s	$\log R_{HK}$	$\sigma \log R_{HK}$	age	error	initial / final date (MJD)	time-span (years)	observations
96160	0.653	0.1896	0.0061	-4.8435	0.0267	2.165	0.779	55847/57284	3.9	44
101905	0.626	0.2113	0.0155	-4.7433	0.0567	1.589	0.685	55846/57284	3.9	46
102040	0.613	0.1753	0.0057	-4.8941	0.0303	2.423	0.912	56045/57284	3.4	101
102152	0.669	0.1595	0.0059	-5.0055	0.0368	6.918	0.689	54973/57284	6.3	65
104045	0.639	0.1610	0.0041	-4.9857	0.0256	2.293	0.833	53945/57284	9.1	36
105184	0.640	0.2334	0.0102	-4.6775	0.0313	0.604	0.445	55846/57284	3.9	101
108468	0.625	0.1659	0.0074	-4.9508	0.0438	7.562	0.397	53204/57284	11.2	66
109110*	0.674	0.3332	0.0161	-4.4700	0.0287	0.7	0.1	53499/53593	0.3	5
109821	0.652	0.1570	0.0038	-5.0156	0.0250	9.301	0.390	52940/56903	10.9	76
114615	0.656	0.2010	0.0095	-4.7977	0.0373	1.050	0.710	55846/57283	3.9	48
115577	0.692	0.1542	0.0036	-5.0449	0.0234	9.501	0.342	52941/57283	11.9	118
116906	0.648	0.1576	0.0042	-5.0106	0.0273	6.463	0.441	53202/56621	9.4	47
117367	0.622	0.1582	0.0039	-4.9978	0.0258	5.942	0.395	55846/57283	3.9	41
118115	0.633	0.1568	0.0038	-5.0110	0.0255	7.791	0.324	55846/57283	3.9	4

* Spectroscopic binary

** Visual binary

Apêndice C

Artigo na revista *Astrophysical Journal*, onde é descrita a calibração da atividade estelar usando o espectrógrafo HIRES

DRAFT VERSION NOVEMBER 21, 2016
Typeset using L^AT_EX **twocolumn** style in AASTeX61

KEPLER-11 IS A SOLAR TWIN: REVISING THE MASSES AND RADII OF BENCHMARK PLANETS VIA
PRECISE STELLAR CHARACTERIZATION

MEGAN BEDELL,¹ JACOB L. BEAN,¹ JORGE MELÉNDEZ,² SEAN M. MILLS,¹ DANIEL C. FABRYCKY,¹ FABRÍCIO C. FREITAS,²
IVAN RAMÍREZ,³ MARTIN ASPLUND,⁴ FAN LIU,^{4,5} AND DAVID YONG⁴

¹*Department of Astronomy and Astrophysics, University of Chicago, 5640 S. Ellis Ave, Chicago, IL 60637, USA*

²*Departamento de Astronomia do IAG/USP, Universidade de São Paulo, Rua do Matão 1226, Cidade Universitária, 05508-900 São Paulo, SP, Brazil*

³*McDonald Observatory and Department of Astronomy, University of Texas at Austin, USA*

⁴*Research School of Astronomy and Astrophysics, Australian National University, Canberra, ACT 2611, Australia*

⁵*Lund Observatory, Department of Astronomy and Theoretical physics, Lund University, Box 43, SE-22100 Lund, Sweden*

ABSTRACT

The six planets of the Kepler-11 system are the archetypal example of a population of surprisingly low-density transiting planets revealed by the *Kepler* mission. We have determined the fundamental parameters and chemical composition of the Kepler-11 host star to unprecedented precision using an extremely high quality spectrum from Keck-HIRES ($R \simeq 67,000$, S/N per pixel $\simeq 260$ at 600 nm). Contrary to previously published results, our spectroscopic constraints indicate that Kepler-11 is a young main-sequence solar twin. The revised stellar parameters raise the densities of the Kepler-11 planets by about 30%, making them more typical of the emerging class of “puffy” close-in exoplanets. We obtain photospheric abundances of 22 elements and find that Kepler-11 has an abundance pattern similar to that of the Sun with a slightly higher overall metallicity. We additionally analyze the *Kepler* lightcurves using a photodynamical model and discuss the tension between spectroscopic and transit/TTV-based stellar density estimates.

Keywords: stars: abundances, stars: fundamental parameters, techniques: spectroscopic, planets and satellites: fundamental parameters

Corresponding author: Megan Bedell
E-mail: mbedell@oddjob.uchicago.edu

1. INTRODUCTION

Five years after their initial discovery, the six planets of the Kepler-11 system remain a crown jewel of *Kepler* science results (Lissauer et al. 2011, hereafter L11). All six planets orbit a Sun-like host star with low eccentricities in a largely co-planar, tightly packed configuration. The formation and long-term stability of the system remains an open question (see e.g. Ikoma & Hori 2012; Hands et al. 2014; Mahajan & Wu 2014). Kepler-11 is regarded as the prototypical example of a system of tightly-packed inner planets, a class of *Kepler* multi-planet systems which offers a surprising counterpoint to our own solar system’s more widely spaced architecture. Given the low geometric probability of finding a six-planet transiting system, Kepler-11 is a valuable and rare opportunity to study in detail a potentially common population of exoplanets.

In addition to their unusually tight system architecture, the Kepler-11 planets are noteworthy in another sense: their measured masses and radii place them among the lowest-density super-Earths known to date. Transit timing variations (TTVs) have been measured for all six planets. In the discovery paper, L11 derived mass constraints for the five inner planets based on TTVs from six quarters of *Kepler* data. Migaszewski et al. (2012) reanalyzed the same data using a photodynamical model and found similar results, with an additional constraint on the outermost planet’s mass. The system was later revisited by Lissauer et al. (2013, hereafter L13) using fourteen quarters of *Kepler* data. All three analyses estimate mean densities of $\leq 0.5 \rho_{\oplus}$ for all the planets in the system, implying a considerable gas envelope on even the smaller super-Earths. This result has implications for potential formation scenarios, with the viability of forming such low-density planets on short orbits in situ up for debate (e.g. Lopez et al. 2012; Chiang & Laughlin 2013; Bodenheimer & Lissauer 2014; Howe & Burrows 2015).

Mean planet densities derived from transits and TTVs (or from transits and radial velocities) have a strong dependence on the assumed properties of the host star. Since the transit depth observationally constrains the ratio of planetary radius to stellar radius, the planet volume depends on the assumed stellar radius to the third power. The planet mass found from TTV inversion is correlated with the stellar mass. Host star characterization is therefore a critical part of measuring planet densities.

In past works, Kepler-11 has been characterized only through spectroscopic analysis of low to modest signal-to-noise data. Rowe et al. (2014), L11, and L13 all use moderate signal-to-noise ratio spectra ($S/N \leq 40$) from

Keck and apply the Spectroscopy Made Easy package (SME, Valenti & Piskunov 1996) to perform synthetic spectral fitting. The resulting stellar atmospheric parameters, when compared with stellar evolution models, indicate that Kepler-11 is a slightly evolved solar analog with a density of $0.80 \pm 0.04 \rho_{\odot}$ (L13). No independent measurements of the stellar density (e.g. from asteroseismology or parallax) are available. Analysis of the stellar composition is also minimal. Adibekyan et al. (2012a) perform an equivalent width (EW) analysis on one of these Keck spectra to derive abundances of three α -elements and find that Kepler-11 has moderately low abundances of Ca, Cr, and Ti; however, the line list employed is quite limited with ≤ 5 lines per element.

Kepler-11’s well-characterized planetary system makes it a prime target for more detailed spectroscopic study. In this work, we present an analysis of a new, very high S/N spectrum. We use equivalent widths to measure the stellar properties and abundances of 22 elements at high precision.

The data are presented in Section 2. Derivation of the fundamental stellar properties from the spectrum is presented in Sections 3 and 4, and photospheric abundances are found in Section 5. We then present a new analysis of the *Kepler* lightcurve using a photodynamical model in Section 6. Finally, we compare the results from the spectroscopic and transit-based methods and discuss implications for the planetary system in Section 7.

2. DATA

Owing to its relative faintness ($V = 14.2$, L11), previous observations of Kepler-11 were at a signal-to-noise ratio insufficient for high-precision spectroscopic characterization. We dedicated nearly 8 hours of NASA-awarded Keck I time to obtaining a higher quality spectrum. Over the course of two consecutive nights (July 26-27 2015), we made 22 1200-s exposures of Kepler-11 for a co-added result of $S/N \simeq 260$ per pixel in the continuum near 600 nm. For these observations, HIRES was used with the B2 slit and kv387 filter, yielding a resolution $R \simeq 67,000$ and wavelength coverage between 390 and 830 nm.

We also observed the solar spectrum (via reflection from Ceres) and nine bright potential Kepler-11 twins with the same instrumental setup and similar S/N. The Kepler-11 twins were selected by imposing criteria of $5600 \leq T_{\text{eff}} \leq 5750$ K and $4.2 \leq \log g \leq 4.4$ dex on databases of previously published stellar parameters (Adibekyan et al. 2012b; Bensby et al. 2014). Preference was given to stars likely to be thick-disk members with approximately solar metallicity. These criteria were set

KEPLER-11

3

Table 1. Summary of derived fundamental stellar properties.

Spectrum	T_{eff} (K)	σ_T (K)	$\log g$ (dex)	$\sigma_{\log g}$ (dex)	v_t (km s ⁻¹)	σ_{v_t} (km s ⁻¹)	[Fe/H] (dex)	$\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]}$ (dex)
Sun (Ceres) ¹	5777		4.44		0.97		0.0	
K11	5836	7	4.44	0.02	0.98	0.02	0.062	0.007
HD1178	5650	7	4.36	0.02	0.93	0.02	0.013	0.008
HD10145	5637	16	4.39	0.05	0.87	0.04	-0.016	0.017
HD16623	5791	26	4.37	0.07	0.97	0.06	-0.462	0.022
HD20329	5606	7	4.38	0.02	0.88	0.02	-0.094	0.008
HD21727	5618	20	4.40	0.07	0.90	0.05	0.005	0.017
HD21774	5756	29	4.32	0.07	0.98	0.06	0.252	0.026
HD28474	5751	17	4.47	0.06	0.93	0.05	-0.614	0.014
HD176733	5609	9	4.41	0.03	0.87	0.02	-0.018	0.007
HD191069	5729	30	4.29	0.09	1.01	0.07	-0.033	0.025

¹Used as reference star.

based on the original spectroscopic analysis of Kepler-11 by L11, who found $T_{\text{eff}} = 5680 \pm 100$ K, $\log g = 4.3 \pm 0.2$ dex, $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.0 \pm 0.1$ dex, and a significant chance of Kepler-11's being a thick disk member based on its kinematics.

The spectral extraction was performed by the Mauna Kea Echelle Extraction (MAKEE) pipeline.¹ All Kepler-11 spectra were then co-added using IRAF's *scombine*.² Continuum normalization was done by fitting low-order polynomial functions to each order, with care to use the same functional order for a given spectral order on every stellar spectrum to avoid bias in the subsequent differential analysis. Doppler corrections were applied using IRAF's *dopcor* task.

3. STELLAR PROPERTIES FROM SPECTROSCOPIC ANALYSIS

The fundamental properties of Kepler-11 and its potential twins were derived from an equivalent width analysis. We manually measured 94 Fe I and 17 Fe II spectral lines using IRAF's *splot*. The line list used unblended and unsaturated iron lines adapted from previous works such as Ramírez et al. (2014). Laboratory values for transition probability were adopted where available, but for this strictly differential analysis the values of $\log gf$ are largely irrelevant, since they cancel out for all lines in the linear region of the curve-of-growth. Equivalent

widths were measured by carefully choosing local continua as described in Bedell et al. (2014) to maximize differential precision between the spectra. The full line list and measured equivalent widths are available in Table 3.

The stellar effective temperature T_{eff} , surface gravity $\log g$, metallicity $[\text{M}/\text{H}]$, and microturbulence v_t were determined by imposing a set of requirements on the iron abundances derived by MOOG (Snedden 1973). Namely, we required the $[\text{Fe}/\text{H}]$ abundances from both ionization states to be equal, and any trends in iron abundance with the excitation potential or reduced equivalent width of the lines to be minimized. As the most readily observable abundant metal in the photosphere, we used iron abundance $[\text{Fe}/\text{H}]$ as a direct proxy for metallicity $[\text{M}/\text{H}]$. It is important to note that we exclusively used the *differential* abundance measurements relative to the solar spectrum for this analysis. By directly comparing line-by-line differential abundances of spectrally similar stars, we minimize the influence of stellar model systematics on the final parameters and abundances (see e.g. Ramírez et al. 2014).

Parameter solutions were found iteratively using the q^2 python package.³ Uncertainties were determined by propagating scatter among the measured line abundances as described in Epstein et al. (2010) and Bensby et al. (2014).

The resulting stellar parameters for all observed stars are given in Table 1. The T_{eff} and $\log g$ for Kepler-11 are significantly higher than previously determined values.

¹<http://www.astro.caltech.edu/~tb/makee/>

²IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatory, which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy (AURA) under cooperative agreement with the National Science Foundation.

³<https://github.com/astroChasqui/q2>

4

BEDELL ET AL.

We find $T_{\text{eff}} = 5836 \pm 7$ K, $\log g = 4.44 \pm 0.02$ dex, and $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.062 \pm 0.007$ dex, while L13, for example, find $T_{\text{eff}} = 5666 \pm 60$ K, $\log g = 4.28 \pm 0.07$ dex, and $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.00 \pm 0.04$ dex. Potential sources of this tension include the substantially different S/N of spectra used and the difference in analysis technique. L13 and other previous analyses use SME, which fits synthetic spectra to the observations. Different choices of spectral analysis technique have been shown to vary the derived stellar parameters beyond their nominal error estimates, so this explanation cannot be ruled out (Hinkel et al. 2016). However, since our analysis is performed relative to the solar spectrum, our results are anchored to the accurate stellar parameters of the Sun. Furthermore, our method is strictly differential, based on line-by-line comparison of equivalent widths measured using spectra of the Sun and Kepler-11 gathered with the same instrumentation and in the same observing run. Thus, our approach minimizes possible systematic errors that could affect other analyses.

Our revised stellar parameters securely place Kepler-11 in the solar twin category. This can be seen even by eye: as depicted in Figure 1, at high S/N Kepler-11’s spectrum is nearly identical to the solar spectrum and distinctly different from that of HD1178, the star from our sample whose fundamental parameters most closely match those found by L13. In particular, the solar-like $\log g$ for Kepler-11 implies that it is denser and less evolved than previously thought.

We used stellar evolutionary models to estimate the mass, radius, and age of Kepler-11. Yonsei-Yale isochrones were fit using q^2 (Figure 2). We also applied Dartmouth and Basti isochrones using the *isochrones* python package (Morton 2015). All three models gave results consistent within 1σ . From these fits, we estimate a stellar mass $M_* = 1.040 \pm 0.006 M_\odot$, radius $R_* = 1.008 \pm 0.024 R_\odot$, and age 3.2 ± 0.8 Gyr. This gives a stellar density $\rho_* = 1.43 \pm 0.10 \text{ g cm}^{-3}$, or $1.01 \pm 0.07 \rho_\odot$.

4. ALTERNATIVE STELLAR AGE INDICATORS

While mass, radius, and density cannot be measured through methods other than the stellar spectrum, stellar age has multiple known proxies. We used several alternate methods to measure the age of Kepler-11 as an independent test of its evolutionary state. The results unanimously agree upon a sub-solar age for Kepler-11. Details of the methods used follow.

4.1. Stellar Rotation

The apparent rotation rate $v \sin i$ was measured using five saturated lines (Fe I 6027.050 Å, 6151.618 Å,

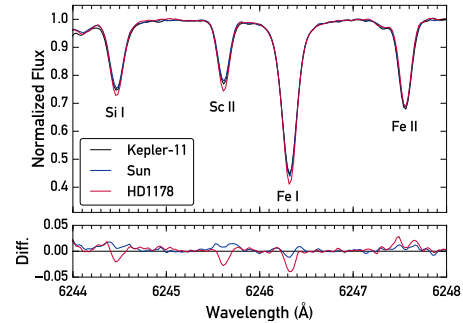


Figure 1. A small section of the Keck-HIRES spectra of the Sun (blue), Kepler-11 (black), and HD1178 (red), which has fundamental parameters similar to those given by Lissauer et al. (2013) for Kepler-11. Residuals for flux relative to the Kepler-11 spectrum are plotted in the lower panel.

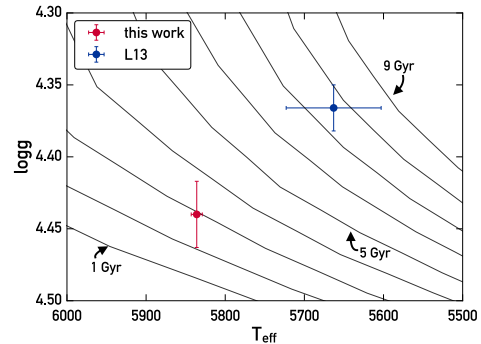


Figure 2. Measured stellar properties of Kepler-11 from this work and from L13 plotted with Yonsei-Yale isochrones at a metallicity of 0.06 dex.

6165.360 Å, 6705.102 Å, and Ni I 6767.772 Å) from the Keck spectrum. The procedure used is described in depth in dos Santos et al. (2016), and is summarized here. We first measured the macroturbulence value $v_{\text{macro},\odot}$ for each line in the solar reference spectrum using MOOG *synth* with $v \sin i_\odot$ fixed at 1.9 km s^{-1} . We then calculated v_{macro} for Kepler-11 using the measured solar values and an empirical relation given in Equation 1 of dos Santos et al. (2016) which calculates the expected v_{macro} difference from the Sun as a function of stellar T_{eff} and $\log g$. This relation was derived using 10 solar twins observed at very high resolution with HARPS, so we expect the v_{macro} relation to be accurate

KEPLER-11

5

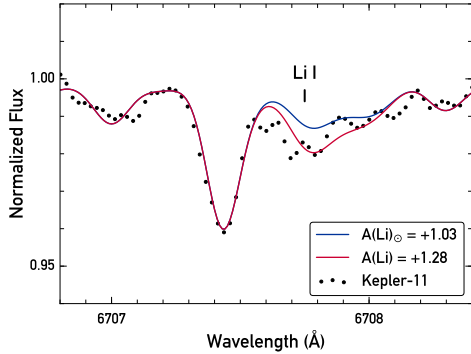


Figure 3. Observed spectrum of Kepler-11 around the Li I 6707.8 Å line. Synthetic fits for the best-fit Li abundance (red) and the solar Li abundance (blue) are overplotted.

for the solar twin Kepler-11 as well. Finally, MOOG *synth* was used to find $v \sin i$ for each line in Kepler-11’s spectrum with v_{macro} fixed to the calculated value.

The five lines give a consistent result of $v \sin i = 2.2 \pm 0.2 \text{ km s}^{-1}$. Assuming alignment of the stellar spin axis with the orbital axis of its transiting planets, we can take $v \sin i$ as the true rotational velocity. This translates to an age of 3.4 Gyr using the law of Skumanich (1972) anchored by the Sun, or 3.0 Gyr from dos Santos et al. (2016)’s updated relation.

4.2. Lithium Abundance

The lithium abundance of Kepler-11 was measured by synthesizing the Li I 6707.8 Å line with MOOG *synth*. The line list was adopted from Meléndez et al. (2012) and includes blends of atomic and molecular lines. We find a lithium abundance of $A(\text{Li}) = 1.28 \pm 0.07$, higher than the measured solar value of 1.03 ± 0.04 at the level of 3σ (Figure 3). After applying NLTE corrections, these values become $A(\text{Li}) = 1.32 \pm 0.07$ for Kepler-11 and $A(\text{Li})_{\odot} = 1.07 \pm 0.04$ for the Sun (Lind et al. 2009).⁴ Kepler-11’s higher lithium abundance implies a sub-solar age, since lithium is depleted throughout a star’s main-sequence lifetime (Duncan 1981). Using the solar-twin-based lithium-age relation from Carlos et al. (2016) gives an age estimate of about 3.5 ± 1.0 Gyr for Kepler-11.

⁴Data obtained from the INSPECT database, version 1.0 (<http://www.inspect-stars.com>)

4.3. $[Y/Mg]$ Abundance Ratio

Recent works by Nissen (2015) and Tucci Maia et al. (2016) have identified the ratio of yttrium to magnesium abundances as an excellent proxy for age in main-sequence Sun-like stars. We measured these abundances as described in Section 5 and found a $[Y/Mg]$ ratio of 0.04 ± 0.05 dex. Using the age relation from Tucci Maia et al. (2016), this gives an age of 4.0 ± 0.7 Gyr.

4.4. Chromospheric Emission

We measured the chromospheric emission level of Kepler-11 using the Ca II H line. Since our spectral coverage cut off around 390 nm at the blue end, it was not possible to obtain a measurement of the standard chromospheric activity index $\log(R'_{\text{HK}})$. Instead, we defined an alternative index H as the flux integrated from a 1.3 Å width triangular filter centered on the H line at 3968.47 Å, divided by the continuum integrated with a flat filter of 5 Å width around 3979.8 Å. This measurement of H was converted to the standard Mount Wilson S_{HK} using the following equation, which was derived from the literature values of ten Sun-like stars:

$$S_{\text{HK}} = 0.901H + 0.033 \quad (1)$$

We find an activity index $\log(R'_{\text{HK}}) = -4.82$. This is slightly higher than the maximum activity level of the solar cycle and suggests a sub-solar age (Skumanich 1972). The activity-age relation for solar twins given in Freitas et al. (2016) yields an age estimate of 1.7 Gyr, although this is quite uncertain since we have measured the activity level at only one epoch and cannot average over the activity cycle.

5. STELLAR ABUNDANCES

We measured photospheric abundances using the curve-of-growth technique for 20 other elements (excluding lithium, whose synthesis-based abundance determination is discussed in Section 4.2). As with the iron lines, all equivalent widths were measured by hand and line-by-line differential abundances determined with MOOG using q^2 . The line list was adapted from previous works including Bedell et al. (2014). For the element K, only one line was available, so it was measured multiple times and the deviation of the results was used as an error estimate; however, this uncertainty may be underestimated due to the line’s location near a telluric-contaminated region. Hyperfine structure corrections were applied for Co I, Cu I, Mn I, V I, and Y II following Meléndez et al. (2012). Non-LTE corrections were applied for O I using grids from Ramírez et al. (2007). Carbon abundances were measured by a combination of C I and CH lines; we note that the abundances

6

BEDELL ET AL.

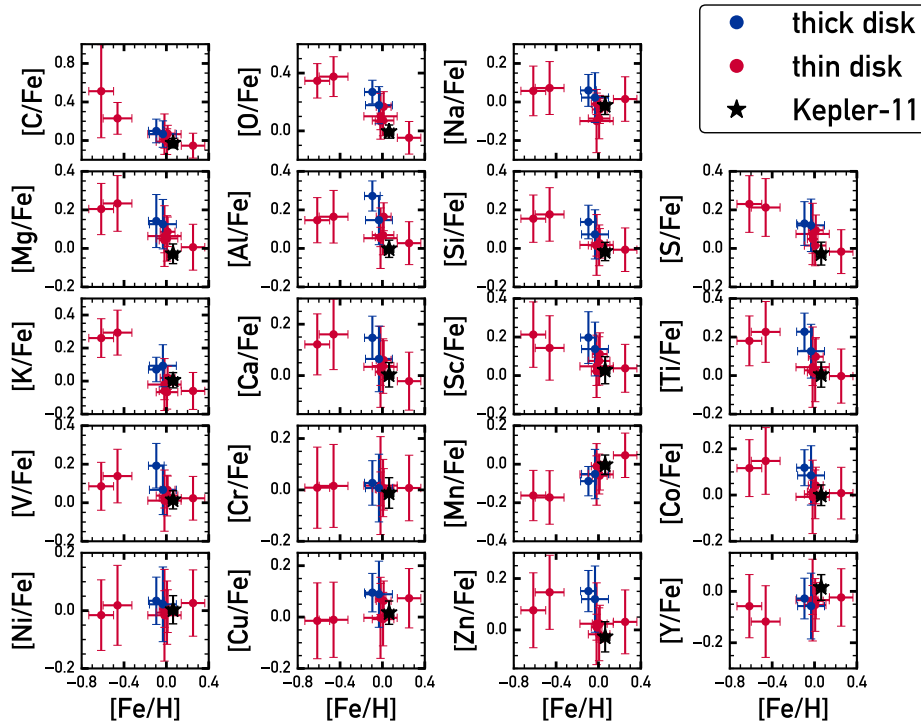


Figure 4. Measured abundances plotted as a function of metallicity for the full sample. Thin (red circle) and thick (blue circle) disk stars are categorized by their kinematic membership probabilities. Kepler-11 is represented as a black star.

for the two species are in tension at the $\sim 2\sigma$ level for several of the stars in the sample, indicating that there may be some systematic effects at play. The measured equivalent widths are given in Table 3, and resulting abundances for all stars are in Table 4. The quoted abundance errors include both the intrinsic scatter of the lines and the uncertainty propagated from errors on the stellar parameters. For subsequent analysis, all measured states of a given element (e.g. CI and CH, TiI and TiII, etc.) were combined with a weighted average to yield the overall elemental abundance.

In Figure 4, we plot the abundances for all stars as a function of their measured metallicity. Thin- or thick-disk membership was assigned based on UVW kinematics using the procedure specified in Reddy et al. (2006). Kepler-11 follows the abundance trends of the other thin-disk stars well and does not display a notable α -element enrichment, despite its potentially thick-disk kinematics.

Kepler-11’s status as a solar twin enables direct comparison of its abundance pattern to that of the Sun and other known solar twins. Of particular interest is the question of trends in elemental abundances with condensation temperature (T_C). As shown by Meléndez et al. (2009), the solar abundance pattern is unusual in its depletion of refractory elements relative to volatiles. This depletion has been interpreted as “missing” rocky material that is locked up in the Solar System planets (Chambers 2010). Building up the number of stars with precisely characterized abundance patterns and planetary systems can help to test this possibility.

We applied corrections for the effects of galactic chemical evolution (GCE), which can change the abundance patterns and T_C trends of stars at varying ages (Nissen 2015; Spina et al. 2016b). We corrected each abundance $[X/H]$ using the linear relationships found by Spina et al. (2016a), who fit $[X/H]$ as a function of stellar age for a sample of solar twins. We then used the corrected abun-

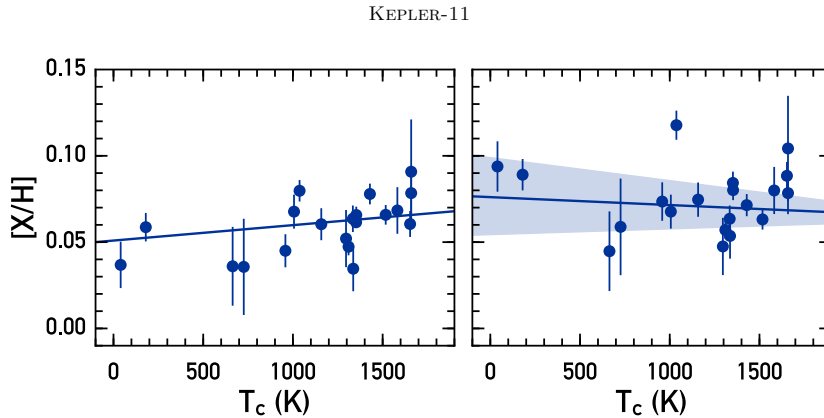


Figure 5. Abundances of Kepler-11 relative to the Sun as a function of the condensation temperature of the element within the protoplanetary disk. Error bars on the abundances come from the line-to-line scatter only (that is, not including systematic errors from the stellar parameters). Left panel shows the abundances and best-fit linear trend before applying galactic chemical evolution (GCE) corrections. In the right panel, the data have been GCE-corrected following Spina et al. (2016a), assuming a stellar age of 2.7 Gyr, with error bars from the line-to-line scatter and propagated uncertainty in the stellar age. The shaded region represents the 1σ uncertainty interval on the linear fit to $[X/H]$ vs T_C from the bootstrap simulation described in the text.

dances and T_C values from Table 8 of Lodders (2003) to search for a trend.

The uncertainty on the trend of $[X/H]$ with T_C was propagated using a bootstrap Monte Carlo method to account for multiple potential sources of error. Each abundance is uncertain due to the intrinsic scatter of abundances derived from different lines. This uncertainty increases when the GCE correction is applied, since the correction coefficients carry some degree of random error. Additionally, the slope of the T_C trend can be altered by errors on the fundamental stellar parameters used (as seen in Teske et al. 2015) and by the uncertainty on stellar age in the GCE correction. We account for all of these effects by running 10,000 bootstrap trials where the stellar parameters are resampled from their posterior distributions; the resulting abundances are randomized by drawing samples from the multiple measured lines; the age is determined based on the resampled stellar parameters; and the GCE correction is applied using coefficients that have been randomly sampled from the (assumed Gaussian) uncertainties given in Spina et al. (2016a). The resulting distribution of T_C trend fits gives a slope of $[X/H]$ vs T_C of $(-4.6^{+7.9}_{-8.7}) \times 10^{-6}$ dex K^{-1} (Figure 5). In short, the trend of Kepler-11’s abundances with T_C is indistinguishable from the solar pattern, albeit with a large degree of uncertainty due to the many sources of error which come into play when considering GCE effects.

6. STELLAR PROPERTIES FROM PHOTODYNAMIC TRANSIT ANALYSIS

6.1. Analysis

In order to reassess the stellar density constraint based on the transit data, we performed a photodynamical fit to the full *Kepler* short cadence (58.8 second exposure) data set. The model integrates the 7-body Newtonian equations of motions for the central star and six planets, including the light-travel-time effect. When the planets pass between the star and the line of sight, a synthetic light curve is generated (Pál 2012), which can then be compared to the data. This approach therefore takes into account all transit-timing variations, simultaneously constraining planet masses, eccentricities, and radii. To prepare the data for fitting, we detrended the data with a cubic polynomial with a 2880 minute (2 day) width every 100 points, and interpolated for points between. We divided the flux by this fit as a baseline to generate our data set of 1746779 points. We additionally multiplied the uncertainties given by *Kepler* by a factor of 1.115318 so that the reduced χ^2 of a fiducial model was 1.0. This broadens our posteriors and helps take into account unmodeled noise in the data. To simultaneously generate the posteriors on all of our model parameters, we ran differential evolution Markov chain Monte Carlo (DEMC, Ter Braak 2005) fits with planetary parameters $\{P, T_0, e^{1/2} \cos(\omega), e^{1/2} \sin(\omega), i, \Omega, R_p/R_*, M_p/M_*\}$ for all planets, where P is the period, T_0 is the mid-

transit time, e is eccentricity, ω is the argument of periastron, i is inclination, Ω is nodal angle, and R and M are radius and mass, respectively (with subscripts $p = b, c, d, e, f, g$ for the planets and \star for the star). The star has five additional parameters: $\{M_\star, R_\star, c_1, c_2, dilute\}$, where $\{c_i\}$ are the two quadratic limb-darkening coefficients and $dilute$ is the amount of dilution from other nearby sources. We used eccentricity vector components scaling as $e^{1/2}$ so that we get flat priors in total e , and fixed the values of $dilute = 0$ since there is no evidence of other nearby stars diluting the lightcurve. We also fixed the value of M_\star , as transits alone generally only give information about the density of the star, rather than M_\star and R_\star individually. We fixed $\Omega = 0$ for all planets because the data are not precise enough to constrain these values (Migaszewski et al. 2012). Additionally, it is extremely unlikely that there are large mutual inclinations among the planets given that we see six transiting planets (L11, Figure 4), five of which are dynamically packed and thus have no misaligned non-transiting planets between them (L11). We used flat priors for all other parameters.

We ran two DEMCMCs to model the data. One had no constraints on the stellar radius, i.e., allowed the transits themselves to completely determine the stellar density, which we will label \mathcal{NSI} for “No Spectral Information.” The second DEMCMC was run with the stellar mass and radius fixed at the spectroscopically measured values in this study, $M_\star = 1.04M_\odot$ and $R_\star = 1.00M_\odot$, which we will label \mathcal{FSP} for “Fixed Stellar Parameters.” The \mathcal{NSI} run produces a lower density star $\rho_\star = 1.191^{+0.043}_{-0.11} \text{ g cm}^{-3}$ than the fixed value of $\rho_\star = 1.466 \text{ g cm}^{-3}$ in \mathcal{FSP} . This indicates that the transit data alone are discrepant with the spectroscopically measured stellar density. Table 2 shows the density results for all bodies for both DEMCMC runs. We note that the densities of planets with no spectral information, \mathcal{NSI} , are slightly higher than reported in L13 because that study includes the lower spectroscopically measured stellar density in their final best fits.

The best fit solution from \mathcal{NSI} run has a lower χ^2 value by more than 40 compared to the best-fit \mathcal{FSP} run. Thus we see that fixing the stellar parameters at their spectroscopically measured values causes the fit to the *Kepler* data to become significantly worse; the p-value for such an increase in χ^2 is on order 10^{-9} . This confirms the existence of tension between the transit measured stellar density and the spectroscopically measured one.

6.2. Physical Interpretation

Transit measurements of stellar (and thus planet) densities rely on the the transit of the planet probing the width of the star. For a given stellar mass, once the period of a planet is known from successive transits its orbital velocity (v_{orb}) can be determined. The physical distance a planet traverses during the duration of a transit (T_{dur}) is to a very good approximation $T_{\text{dur}}/v_{\text{orb}}$. There are two main degeneracies between the stellar radius and the measured duration: (1) eccentricity of the planets orbit and (2) impact parameter of the transit.

Eccentricity changes v_{orb} as a function of orbital phase following Kepler’s Second Law. However the observed transit timing variations provide information on the level of eccentricity of the interacting planets, and they are all found to be very small (< 0.05), only negligibly affecting the measured stellar radius. Using standard orbital mechanics, it may be seen that $\rho_\star \propto R_\star^{-3} \propto v_{\text{orb}}^{-1} = (GM_\star(\frac{2}{r} - \frac{1}{a}))^{-1/2} \propto 1 - e \sin \omega + \mathcal{O}(e^2)$, where G is the Newtonian gravitational constant, a is the planet’s semi-major axis, and r is the instantaneous star-planet distance. Thus a change in ρ_\star , by the $\sim 20\%$ required to reconcile the spectroscopic and TTV measurements would require a uniform increase in $e \sin \omega$ across all planets of order 0.06, well beyond that allowed by the TTVs. Our fits marginalize over the range of possible eccentricities by including the eccentricity vectors as free parameters when fitting for stellar and planetary densities. In the \mathcal{FSP} DEMCMC, the planets’ eccentricities do increase substantially, but the chains are unable to find a TTV solution nearly as good as for the low eccentricity case, as discussed above.

The second major degeneracy (impact parameter, b) is determined by the shape of the transits. The slope of the ingress/egress indicates the curvature of the star during ingress/egress and therefore the radius of the star may be computed via $R_\star = (a/b) \cos i$, where a is the semi-major axis and i is the inclination. We also marginalize over these parameters, but note that the impact parameter is a positive definite quantity, and is consistent with 0 for planets d and g. Without perfectly measured transit shapes, there is some freedom to increase impact parameter away from 0 simultaneously with an increase in stellar radius so that the transit chord and thus T_{dur} is constant. If the stellar radius is decreased while the impact parameter is at or near 0, then there is no such compensatory degenerate parameter to change that would increase the transit chord, and the well-measured value of T_{dur} no longer fits the model. This results in the asymmetric photodynamically measured stellar density as shown in Fig. 6.

Table 2. Star and Planet Densities

Body	$\mathcal{N}SI$ Density (g cm^{-3})	\mathcal{FSP} Density (g cm^{-3})
Kepler-11	$1.194_{-0.11}^{+0.042}$	1.466 (fixed)
Kepler-11 b	$2.44_{-0.61}^{+0.62}$	$3.15_{-0.76}^{+0.71}$
Kepler-11 c	$1.09_{-0.31}^{+0.31}$	$1.42_{-0.39}^{+0.35}$
Kepler-11 d	$1.33_{-0.15}^{+0.14}$	$1.53_{-0.14}^{+0.14}$
Kepler-11 e	$0.661_{-0.081}^{+0.077}$	$0.750_{-0.094}^{+0.092}$
Kepler-11 f	$0.83_{-0.16}^{+0.17}$	$0.67_{-0.23}^{+0.24}$
Kepler-11 g	< 4	< 5

NOTE—Medians and $1-\sigma$ uncertainties from the DEMCMC runs as described in § 6

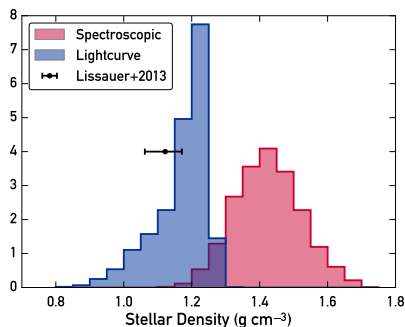


Figure 6. Posterior distributions for the stellar density from isochrone fits to the spectroscopic parameters (red) and from photodynamical modeling of the lightcurve (blue). The TTV-based stellar density from L13 is also plotted with one-sigma errors for comparison (black).

We also consider the effects of potential star spot crossing changing the apparent TTVs or transit durations. If star spots variations were contributing significantly to the fits, we would expect to see a greater reduced χ^2 in transit compared to out of transit, as our transit model would not properly fit the planets’ transits over star spots or faculae. This effect is not observed, strengthening our confidence in the sufficiency of our model.

7. DISCUSSION

7.1. Discrepancies in Stellar Densities

The stellar densities found through spectroscopic characterization ($1.43 \pm 0.10 \text{ g cm}^{-3}$) and photodynamical modeling ($1.191_{-0.11}^{+0.043} \text{ g cm}^{-3}$) are inconsistent at the level of $\geq 2\sigma$ (Figure 6). The uncertainties on

the fundamental stellar parameters would need to have been underestimated by at least a factor of 4 to allow $1-\sigma$ agreement with the lightcurve-based stellar density measurement, which we regard as unlikely from extensive tests on our spectroscopic methods (Bedell et al. 2014; Ramírez et al. 2014). While stellar densities from fundamental parameters can be strongly dependent on imperfect stellar isochrone models, we note that in this case Kepler-11’s extreme similarity to the Sun places it near the anchor point of most models, increasing the accuracy of isochronal analysis. Moreover, multiple independent age determination methods support the result of a young, non-evolved age and therefore a solar-like density for Kepler-11.

An alternative hypothesis is that some bias in the transit analysis has resulted in an erroneously low inferred stellar density. As described by Kipping (2014), multiple effects can bias the density measured by transits, including stellar activity, blended background sources, and non-zero planet eccentricities. Bias due to an underestimated planet eccentricity is not a likely explanation in this case, since all five planets give a consistent stellar density. Also, the photodynamical modeling used in this analysis should be robust to the effects of transit timing or duration variations on the measured stellar density. This leaves two potentially viable explanations from Kipping (2014) for the density discrepancy: stellar activity (the “photospot” effect) or a background source (the “photoblend” effect).

Starspots effectively reduce the observed stellar flux, artificially raising stellar density inferred from the transit depth, which is the opposite of the effect we seek to explain. However, as a $\sim 3\text{-}4$ Gyr Sun-like star, Kepler-11’s activity may manifest mostly in the form of plages (Radick et al. 1998). Unocculted plages could potentially lower the observed stellar density by inflating the measured radii (Oshagh et al. 2014). Given the observed behavior of other main-sequence solar analogs and the lack of rotational modulation in the *Kepler* lightcurve, the filling factor for spots or plages on Kepler-11’s surface should be of order a few percent at most (Meunier et al. 2010). This would yield a similarly small percent-level change in the observed stellar density (Kipping 2014). Furthermore, the active region configuration would need to be relatively stable throughout *Kepler*’s four years of observations, which is unlikely at the high level of activity needed to have a large plage filling factor.

The final effect is blending of unresolved background sources, which can cause stellar density to be underestimated. Recently Wang et al. (2015) found two visual companions to Kepler-11 at separations of $1.36''$ and

10

BEDELL ET AL.

4.9” using AO imaging. With brightness differences of $\Delta K = 4.4$ mag and 4.7 mag respectively, these companions should contribute approximately 3% of the total flux in the Kepler bandpass. Using Equation 9 of Kipping (2014), this implies that the observed stellar density from transits should be $\sim 99\%$ of the true density. The known companions are therefore insufficient to explain the magnitude of the density discrepancy.

We are left with no obvious culprit for the discrepancy between the stellar densities measured from spectroscopic characterization and lightcurve modeling. Similar testing for other systems with measured TTVs is an important next step in determining whether this is a one-off event due to, e.g. underestimated uncertainties of stellar properties or unexpected stellar activity in the lightcurve, or if it is a systematic difference between these independent methods of analysis. If this is a systematic effect, it may be linked to the putative planet density underestimation problem in the TTV community (Weiss & Marcy 2014).

7.2. Implications for the Planets

The adopted mass and radius of Kepler-11 has considerable repercussions for its planetary system. We can approximate the planet mass derived from TTVs as a linear function of the assumed stellar mass. The planet radius also has a linear dependence on stellar radius, since only the relative surface areas of planet and star can be measured by the transit depth. The stellar properties obtained through spectroscopic analysis therefore raise the planet masses by a factor of 8% and lower the planet radii by a factor of 5% relative to the transit and TTV-derived values. The results are shown in Figure 7.

Adopting the stellar properties from spectroscopic analysis raises the mean densities of the Kepler-11 planets by $\sim 30\%$. These increased densities, which imply a lower gas mass fraction in the planets’ compositions, could make in-situ formation an increasingly viable explanation (see e.g. Lee et al. 2014).

7.3. Stellar Composition & Planets

While Kepler-11 is slightly more metal-rich than the Sun, its relative elemental abundances have a similar trend with T_C to the solar abundance pattern. Under the Meléndez et al. (2009) hypothesis that the Sun’s photospheric composition reflects its planet-forming history, we could interpret Kepler-11’s abundance pattern as a signature of the formation of rocky planets. Such a chemical signature of terrestrial planet formation has also been revealed in Kepler-10 host star, showing the depletion of refractory materials when compared to its stellar twins (Liu et al. 2016). It is, however, some-

what dangerous to draw conclusions about the abundance pattern of an individual system, as many other factors can affect stellar abundances at the few-percent level, including galactic chemical evolution and circumstellar disk physics (Gaidos 2015).

The relatively large uncertainty on the condensation temperature trend underscores the importance of galactic chemical evolution effects in particular. Although we have achieved very high-precision stellar abundance measurements, more work remains to be done on disentangling potential planet formation signatures from stellar age-dependent effects. For an individual system, even a solar twin with an age within a couple Gyr of the Sun, the uncertain effects of GCE make it extremely challenging to draw conclusions about the significance of the stellar abundance pattern in the context of planet formation. Fortunately, large-scale surveys like APOGEE and GAIA-ESO will provide the large sample sizes needed to refine abundance-age relations.

Regardless, it is surprising that a star that is nearly indistinguishable from the Sun even with our most advanced characterization methods is orbited by a planetary system that is so different from our own. This result continues the theme of exoplanet discoveries pointing towards a much larger variety of outcomes from the planet formation and evolution processes than was predicted even just a few years ago.

8. CONCLUSION

Using an extremely high-quality spectrum of the multi-planet host star Kepler-11, we have measured the stellar fundamental parameters and abundances to percent-level precision. We have also used a photodynamical model to fit the full *Kepler* lightcurve. Our planet orbital parameters agree with past publications. However, we find that the host star is younger than previously thought by a factor of ~ 3 , with a higher T_{eff} , $\log g$, and metallicity. Based on spectroscopic results, Kepler-11 and its planets are $\sim 30\%$ denser than previously reported. These results stand in tension with the lightcurve results.

The five inner planets of the Kepler-11 system are key members of the exoplanet mass-radius diagram as examples of the surprisingly low densities found in some planetary systems. The substantial revision of their properties reported here underscores the importance of detailed host star follow-up. As the community looks to exponentially increase the number of exoplanets with measured bulk densities through TESS and beyond, it is critical to prioritize securing high-quality spectra of the host stars to enable the determination of precise host star properties.

KEPLER-11

11

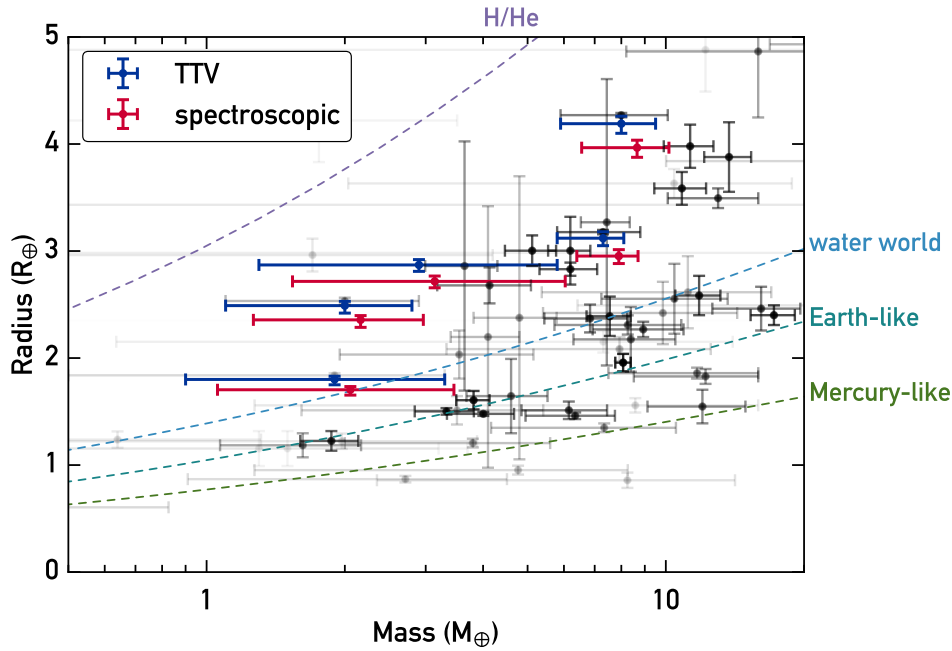


Figure 7. Exoplanets with measured masses and radii. Transparencies of the black points scale with the relative error on planet parameters. Kepler-11 a-e are plotted in red (using the transit and TTV-derived parameters) and blue (adjusted by the spectroscopic stellar parameters). Dashed lines show models of different compositions from Seager et al. (2007).

This work was supported by a NASA Keck PI Data Award, administered by the NASA Exoplanet Science Institute. Data presented herein were obtained at the W. M. Keck Observatory from telescope time allocated to the National Aeronautics and Space Administration through the agency’s scientific partnership with the California Institute of Technology and the University of California. The Observatory was made possible by the generous financial support of the W. M. Keck Foundation.

The authors wish to recognize and acknowledge the very significant cultural role and reverence that the summit of Mauna Kea has always had within the indige-

nous Hawaiian community. We are most fortunate to have the opportunity to conduct observations from this mountain.

M.B. is supported by a National Science Foundation Graduate Research Fellowship under Grant No. DGE-1144082. J.L.B. acknowledges support for this work from the NSF (grant number AST-1313119) and the Packard Foundation. J.M. thanks FAPESP (2012/24392-2). M.A., D.Y., and F.L. have been supported by the Australian Research Council (grants FL110100012, DP120100991 and FT140100554).

Facilities: Keck:I (HIRES), Kepler

REFERENCES

- Adibekyan, V. Z., Delgado Mena, E., Sousa, S. G., et al. 2012a, *A&A*, 547, A36
 Adibekyan, V. Z., Sousa, S. G., Santos, N. C., et al. 2012b, *A&A*, 545, A32
 Bedell, M., Meléndez, J., Bean, J. L., et al. 2014, *ApJ*, 795, 23
 Bensby, T., Feltzing, S., & Oey, M. S. 2014, *A&A*, 562, A71
 Bodenheimer, P., & Lissauer, J. J. 2014, *ApJ*, 791, 103
 Carlos, M., Nissen, P. E., & Meléndez, J. 2016, *A&A*, 587, A100
 Chambers, J. E. 2010, *ApJ*, 724, 92
 Chiang, E., & Laughlin, G. 2013, *MNRAS*, 431, 3444

12

BEDELL ET AL.

- dos Santos, L. A., Meléndez, J., do Nascimento, J.-D., et al. 2016, *A&A*, 592, A156
- Duncan, D. K. 1981, *ApJ*, 248, 651
- Epstein, C. R., Johnson, J. A., Dong, S., et al. 2010, *ApJ*, 709, 447
- Freitas, F. C., Meléndez, J., Bedell, M., et al. 2016, *A&A* submitted
- Gaidos, E. 2015, *ApJ*, 804, 40
- Hands, T. O., Alexander, R. D., & Dehnen, W. 2014, *MNRAS*, 445, 749
- Hinkel, N. R., Young, P. A., Pagano, M. D., et al. 2016, *ApJS*, 226, 4
- Howe, A. R., & Burrows, A. 2015, *ApJ*, 808, 150
- Ikoma, M., & Hori, Y. 2012, *ApJ*, 753, 66
- Kipping, D. M. 2014, *MNRAS*, 440, 2164
- Lee, E. J., Chiang, E., & Ormel, C. W. 2014, *ApJ*, 797, 95
- Lind, K., Asplund, M., & Barklem, P. S. 2009, *A&A*, 503, 541
- Lissauer, J. J., Fabrycky, D. C., Ford, E. B., et al. 2011, *Nature*, 470, 53
- Lissauer, J. J., Jontof-Hutter, D., Rowe, J. F., et al. 2013, *ApJ*, 770, 131
- Liu, F., Yong, D., Asplund, M., et al. 2016, *MNRAS*, 456, 2636
- Lodders, K. 2003, *ApJ*, 591, 1220
- Lopez, E. D., Fortney, J. J., & Miller, N. 2012, *ApJ*, 761, 59
- Mahajan, N., & Wu, Y. 2014, *ApJ*, 795, 32
- Meléndez, J., Asplund, M., Gustafsson, B., & Yong, D. 2009, *ApJL*, 704, L66
- Meléndez, J., Bergemann, M., Cohen, J. G., et al. 2012, *A&A*, 543, A29
- Meunier, N., Desort, M., & Lagrange, A.-M. 2010, *A&A*, 512, A39
- Migaszewski, C., Słonina, M., & Goździewski, K. 2012, *MNRAS*, 427, 770
- Morton, T. D. 2015, isochrones: Stellar model grid package, *Astrophysics Source Code Library*, , ascl:1503.010
- Nissen, P. E. 2015, *A&A*, 579, A52
- Oshagh, M., Santos, N. C., Ehrenreich, D., et al. 2014, *A&A*, 568, A99
- Pál, A. 2012, *MNRAS*, 420, 1630
- Radick, R. R., Lockwood, G. W., Skiff, B. A., & Baliunas, S. L. 1998, *ApJS*, 118, 239
- Ramírez, I., Allende Prieto, C., & Lambert, D. L. 2007, *A&A*, 465, 271
- Ramírez, I., Meléndez, J., Bean, J., et al. 2014, *A&A*, 572, A48
- Reddy, B. E., Lambert, D. L., & Allende Prieto, C. 2006, *MNRAS*, 367, 1329
- Rowe, J. F., Bryson, S. T., Marcy, G. W., et al. 2014, *ApJ*, 784, 45
- Seager, S., Kuchner, M., Hier-Majumder, C. A., & Militzer, B. 2007, *ApJ*, 669, 1279
- Skumanich, A. 1972, *ApJ*, 171, 565
- Snedden, C. A. 1973, PhD thesis, THE UNIVERSITY OF TEXAS AT AUSTIN.
- Spina, L., Meléndez, J., Karakas, A. I., et al. 2016a, *A&A*
- Spina, L., Meléndez, J., & Ramírez, I. 2016b, *A&A*, 585, A152
- Ter Braak, C. J. F. 2005, Wageningen UR, Biometris, 010404, 556
- Teske, J. K., Ghezzi, L., Cunha, K., et al. 2015, *ApJL*, 801, L10
- Tucci Maia, M., Ramírez, I., Meléndez, J., et al. 2016, *A&A*, 590, A32
- Valenti, J. A., & Piskunov, N. 1996, *A&AS*, 118, 595
- Wang, J., Fischer, D. A., Horch, E. P., & Xie, J.-W. 2015, *ApJ*, 806, 248
- Weiss, L. M., & Marcy, G. W. 2014, *ApJL*, 783, L6

KEPLER-11

13

Table 3. Line List and Measured Equivalent Widths.

Wavelength (Å)	Species	EP eV	log(<i>g/f</i>) (dex)	Kepler-11 (mÅ)	Sun (mÅ)	HD1178 (mÅ)	HD10145 (mÅ)	HD16623 (mÅ)	HD20329 (mÅ)	HD21727 (mÅ)	HD21774 (mÅ)	HD28474 (mÅ)	HD176733 (mÅ)	HD191069 (mÅ)
5052167	6	7.685	-1.24	35.2	33.5	32.7	27.9	21.4	29.4	26.6	41.6	17	27.4	36.7
6587.61	6	8.537	-1.05	16.9	15.2	17	12.2	9.8	11.4	11.7	20.3	6.2	10.8	17
7111.47	6	8.64	-1.07	13.2	11.3	12.1	15.1	9.6	12.3	10.9	16.6	36.7	10.2	14
7113.179	6	8.647	-0.76	25.3	22.4	23.2	20.3	13.8	17.9	19.5	33	11.3	18.2	24.3
7771.944	8	9.146	0.37	77.8	69.7	79.1	63.6	71	69.4	62.9	79.9	56.9	61.5	81.8

NOTE—Table 3 is published in its entirety in the machine-readable format. A portion is shown here for guidance regarding its form and content.

BEDELL ET AL.

Element	Z_{\odot}^1	N_{lines}	Kepler-11	HD1178	HD10145	HD16623	HD20629	HD21727	HD21774	HD28474	HD176733	HD191069
Cl	40	4	0.027 ± 0.015	0.122 ± 0.035	0.069 ± 0.118	-0.204 ± 0.082	0.053 ± 0.079	0.029 ± 0.061	0.182 ± 0.041	-0.090 ± 0.457	0.007 ± 0.050	0.074 ± 0.025
OI	180	3	0.055 ± 0.012	0.179 ± 0.077	0.083 ± 0.031	-0.066 ± 0.022	0.174 ± 0.034	0.078 ± 0.028	0.204 ± 0.020	-0.259 ± 0.022	0.048 ± 0.028	0.145 ± 0.019
NaI	958	4	0.045 ± 0.017	-0.027 ± 0.020	-0.117 ± 0.047	-0.389 ± 0.019	-0.035 ± 0.037	-0.080 ± 0.025	0.267 ± 0.032	-0.558 ± 0.054	-0.027 ± 0.025	-0.020 ± 0.022
MgI	1336	5	0.035 ± 0.026	0.098 ± 0.031	0.046 ± 0.013	-0.228 ± 0.049	0.047 ± 0.116	0.058 ± 0.059	0.258 ± 0.043	-0.411 ± 0.063	0.025 ± 0.042	0.093 ± 0.018
AlI	1653	2	0.061 ± 0.008	0.176 ± 0.018	0.035 ± 0.005	-0.297 ± 0.012	0.177 ± 0.025	0.075 ± 0.005	0.279 ± 0.009	-0.469 ± 0.007	0.042 ± 0.005	0.114 ± 0.011
SiI	1310	14	0.047 ± 0.018	0.038 ± 0.031	0.000 ± 0.014	-0.285 ± 0.028	0.042 ± 0.046	0.022 ± 0.028	0.245 ± 0.021	-0.461 ± 0.037	-0.004 ± 0.019	0.040 ± 0.012
SI	664	4	0.036 ± 0.040	0.106 ± 0.037	0.057 ± 0.026	-0.249 ± 0.063	0.034 ± 0.086	0.021 ± 0.025	0.235 ± 0.025	-0.385 ± 0.089	0.031 ± 0.054	0.087 ± 0.049
KI	1006	1	0.068 ± 0.014	0.031 ± 0.007	-0.039 ± 0.008	-0.168 ± 0.000	-0.025 ± 0.006	-0.061 ± 0.013	0.192 ± 0.014	-0.355 ± 0.006	-0.077 ± 0.018	0.060 ± 0.008
CaI	1517	11	0.066 ± 0.018	0.072 ± 0.028	0.016 ± 0.015	-0.301 ± 0.018	0.052 ± 0.040	0.043 ± 0.029	0.230 ± 0.020	-0.494 ± 0.020	-0.003 ± 0.017	0.032 ± 0.013
ScI	1659	4	0.086 ± 0.037	0.096 ± 0.032	0.027 ± 0.027	-0.335 ± 0.062	0.067 ± 0.061	0.037 ± 0.026	0.271 ± 0.033	-0.368 ± 0.079	0.005 ± 0.043	0.070 ± 0.014
ScII	1659	5	0.101 ± 0.018	0.140 ± 0.053	0.037 ± 0.012	-0.288 ± 0.035	0.144 ± 0.051	0.107 ± 0.047	0.316 ± 0.023	-0.465 ± 0.044	0.004 ± 0.011	0.116 ± 0.044
ThI	1582	18	0.065 ± 0.021	0.113 ± 0.024	0.046 ± 0.044	-0.244 ± 0.031	0.148 ± 0.031	0.064 ± 0.027	0.243 ± 0.042	-0.451 ± 0.024	0.009 ± 0.021	0.080 ± 0.020
ThII	1582	11	0.070 ± 0.027	0.108 ± 0.046	0.016 ± 0.093	-0.229 ± 0.049	0.117 ± 0.031	0.025 ± 0.100	0.255 ± 0.044	-0.423 ± 0.031	-0.007 ± 0.027	0.101 ± 0.038
VI	1429	9	0.078 ± 0.017	0.078 ± 0.018	-0.007 ± 0.024	-0.323 ± 0.029	0.097 ± 0.089	0.043 ± 0.027	0.275 ± 0.023	-0.530 ± 0.042	0.009 ± 0.020	0.034 ± 0.018
C-II	1296	10	0.047 ± 0.020	0.017 ± 0.022	0.008 ± 0.058	-0.484 ± 0.039	-0.065 ± 0.028	0.012 ± 0.017	0.272 ± 0.035	-0.626 ± 0.055	0.001 ± 0.019	-0.023 ± 0.016
C-I	1296	5	0.055 ± 0.020	0.010 ± 0.018	-0.012 ± 0.050	-0.415 ± 0.048	-0.073 ± 0.017	0.014 ± 0.028	0.243 ± 0.028	-0.586 ± 0.051	-0.025 ± 0.024	-0.028 ± 0.019
MnI	1158	8	0.060 ± 0.025	-0.048 ± 0.025	-0.071 ± 0.030	-0.634 ± 0.028	-0.183 ± 0.018	-0.045 ± 0.018	0.298 ± 0.031	-0.778 ± 0.058	-0.028 ± 0.020	-0.084 ± 0.017
FeI	1334	92	0.062 ± 0.024	0.013 ± 0.023	-0.016 ± 0.050	-0.462 ± 0.061	-0.093 ± 0.022	0.005 ± 0.069	0.252 ± 0.079	-0.613 ± 0.046	-0.018 ± 0.028	-0.018 ± 0.091
FeII	1334	17	0.064 ± 0.020	0.011 ± 0.047	-0.019 ± 0.107	-0.461 ± 0.075	-0.096 ± 0.052	0.008 ± 0.033	0.251 ± 0.032	-0.617 ± 0.071	-0.017 ± 0.022	-0.030 ± 0.036
CoI	1352	6	0.062 ± 0.007	0.053 ± 0.037	-0.026 ± 0.023	-0.314 ± 0.048	0.023 ± 0.024	0.009 ± 0.027	0.260 ± 0.013	-0.499 ± 0.038	-0.004 ± 0.010	0.052 ± 0.018
NiI	1353	20	0.066 ± 0.021	0.010 ± 0.024	-0.034 ± 0.023	-0.443 ± 0.025	-0.061 ± 0.035	-0.001 ± 0.040	0.278 ± 0.029	-0.631 ± 0.035	-0.012 ± 0.039	-0.011 ± 0.024
CuI	1037	4	0.080 ± 0.011	0.075 ± 0.032	-0.021 ± 0.016	-0.472 ± 0.054	0.000 ± 0.011	-0.002 ± 0.021	0.325 ± 0.032	-0.630 ± 0.090	0.053 ± 0.034	0.056 ± 0.021
ZnI	726	3	0.036 ± 0.039	0.036 ± 0.015	0.006 ± 0.026	-0.315 ± 0.048	0.056 ± 0.031	-0.011 ± 0.014	0.283 ± 0.056	-0.539 ± 0.087	-0.007 ± 0.007	0.087 ± 0.022
YII	1659	5	0.078 ± 0.024	-0.025 ± 0.008	-0.052 ± 0.026	-0.579 ± 0.031	-0.123 ± 0.028	-0.047 ± 0.012	0.228 ± 0.013	-0.673 ± 0.038	-0.051 ± 0.026	-0.090 ± 0.016
CH	40	3	0.054 ± 0.007	-0.006 ± 0.015	-0.070 ± 0.021	-0.438 ± 0.011	-0.199 ± 0.019	-0.090 ± 0.025	0.225 ± 0.025	-0.620 ± 0.012	-0.031 ± 0.026	-0.003 ± 0.027

¹ 50% condensation temperature for the element under protoplanetary disk conditions from Lodders (2003).

Table 4. Differential Abundances [X/H].