

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

Anne Viegas Rathsam

Depleção de lítio em estrelas de baixa massa

São Paulo

2021

Anne Viegas Rathsam

Depleção de lítio em estrelas de baixa massa

Trabalho de Conclusão de Curso apresentado ao Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da Universidade de São Paulo como requisito parcial para a obtenção do título de Bacharel em Astronomia.

Vertente: Pesquisa Básica

Orientador: Prof. Dr. Jorge Meléndez (IAG/USP)

São Paulo

2021

Agradecimentos

Ao meu orientador; Prof. Dr. Jorge Meléndez, pelos inúmeros ensinamentos, ajuda e paciência, responsáveis por um enorme papel na minha formação profissional.

Ao Francisco Barbosa; pela companhia diária que faz os meus dias mais felizes, por estar sempre ao meu lado em todos os momentos e por me apoiar em todas as escolhas.

Ao Pedro Tiné; por acreditar em mim desde o ensino médio e comemorar comigo todas as pequenas conquistas que me trouxeram até aqui, além de ocasionalmente me fornecer um apoio emocional formato cookie da física e conversa deprimente nos bancos atrás do IME.

À Luciana Rathsam; responsável por me fazer escolher Astronomia.

À Márcia Gobbi; que sempre esteve presente em todas as minhas pequenas participações em simpósios de iniciação científica e sempre me ajudou em questões do mundo acadêmico.

À FAPESP, pelo apoio financeiro, sob o projeto n^o: 2020/15789-2.

Resumo

O estudo da abundância de lítio pode fornecer informações importantes sobre os fenômenos de transporte no interior estelar. Sabe-se que o lítio é destruído próximo à zona convectiva da estrela. Com o objetivo de estudar a depleção de lítio em estrelas de baixa massa, que apresentam um aprofundamento da zona convectiva, foi selecionada uma amostra de 16 estrelas com metalicidades próximas à solar e massas inferiores à do Sol. Os espectros utilizados para a análise foram retirados da base de dados pública do ESO (*European Southern Observatory*), obtidos pelo espectrógrafo HARPS (*High Accuracy Radial velocity Planet Searcher*). Foram então determinados os parâmetros atmosféricos, massas e idades para as estrelas da amostra. Os resultados apresentam baixa incerteza e indícios de uma boa precisão. A amostra foi então somada a outra amostra de 12 estrelas de massa inferior à do Sol, cujos parâmetros atmosféricos, massas e idades foram determinados em outro trabalho de mesma autoria. Para determinar a abundância de lítio nas estrelas de ambas as amostras, foi feita a síntese espectral da linha de lítio ao redor de 6707.75 Å. Os resultados confirmam a dependência entre abundância de lítio e idade estelar observada na literatura, mas as estrelas estudadas são sistematicamente pobres em lítio. Isso pode indicar que existem outros fatores, além da idade, que interferem na depleção desse elemento, algo que pode ser estudado mais profundamente em trabalhos futuros.

Abstract

The study of lithium abundance can provide us with important information concerning transport phenomena on stellar interiors. It is known that lithium is destroyed near the star's convective zone. To study lithium depletion in low-mass stars, that show a deepening of their convective zones, we selected a sample consisting of 16 stars with solar metallicity and masses lower than the Sun's. The spectra used were taken from ESO's (European Southern Observatory) public database, obtained by the HARPS (High Accuracy Radial velocity Planet Searcher) spectrograph. The atmospheric parameters, masses, and ages were determined for the stars in the sample. The results show low errors and indicate a high degree of precision. This sample was then added to another sample of 12 stars with masses lower than the Sun's, whose atmospheric parameters, masses and ages were determined in a previous work by the same author. To determine the lithium abundance in stars from both samples, we applied spectral synthesis in the region of the lithium line around 6707.75 \AA . The results confirm the dependence between lithium abundance and stellar age observed in the literature, but the studied stars are systematically lithium-poor. This may indicate that there are other factors, besides age, that interfere in the depletion of this element, which can be more deeply studied in future works.

Lista de Figuras

1.1	Regiões no interior solar	16
2.1	Definição de largura equivalente de uma linha espectral	20
2.2	Comparação entre o ruído de um espectro antes e depois da combinação	21
2.3	Comparação entre o espectro de uma estrela antes e depois da normalização	22
2.4	Exemplo de medida de largura equivalente utilizando o IRAF	23
2.5	Abundâncias diferenciais de ferro para HD 010008 em relação ao Sol	25
2.6	Comparação entre os resultados do trabalho e dados da literatura	26
3.1	Massa por temperatura para ambas as amostras	28
3.2	Linha de Li ao redor de 6707.75 \AA	29
3.3	Síntese espectral para as estrelas HD 152391 e HIP 5938	31
3.4	Ajuste de $A(\text{Li})$ por idade	32
3.5	$A(\text{Li})$ por idade	33
3.6	Resíduos de $A(\text{Li})$	33
3.7	Resíduos de $A(\text{Li})$ por idade	34
3.8	Resíduos de $A(\text{Li})$ por massa convectiva	35
3.9	$A(\text{Li})$ por idade codificado por cor para a metalicidade	36

Lista de Tabelas

2.1	Resultados de parâmetros atmosféricos	23
3.1	Parâmetros atmosféricos, massas e idades para a amostra 2	27
3.2	Abundâncias de lítio	30

Sumário

1. <i>Introdução</i>	15
2. <i>Determinação de parâmetros atmosféricos</i>	19
3. <i>Abundância de lítio</i>	27
4. <i>Conclusão e Perspectivas</i>	37
<i>Referências</i>	39

Introdução

O estudo da abundância de lítio (Li) em estrelas é essencial à astrofísica estelar, pois pode nos fornecer informações cruciais sobre os mecanismos de transporte nos interiores estelares, em especial, próximo à base da zona convectiva. Sabe-se que o Li é destruído nas camadas mais internas das estrelas via captura de prótons, à temperaturas próximas de 2.5×10^6 K. Portanto, a depleção de Li em estrelas está relacionada à profundidade de suas zonas convectivas, o que por sua vez depende de fatores como a massa e metalicidade estelar.

De acordo com o modelo padrão do Sol, que desconsidera fatores importantes tais como a rotação, a abundância de Li deveria ser constante com o tempo, pois ele não prevê transporte de material entre as zonas radiativa e convectiva de estrelas. Porém, o que se observa é que conforme uma estrela evolui, a depleção de Li em sua fotosfera aumenta, indicando que parte do Li presente em sua zona convectiva é transportado para camadas mais internas da estrela, na fronteira com a sua zona radiativa, onde ele é então destruído. Dessa forma, a destruição de Li na zona convectiva de uma estrela é proporcional ao seu estágio de evolução.

Sabemos que a temperatura na base da zona convectiva é da ordem de 2×10^6 K, o que indica que de acordo com o modelo padrão ela não é quente o suficiente para destruir o Li, como pode-se ver pela Figura 1.1. Dessa forma, é necessário que exista um outro meio de transporte, sugerido apenas por modelos não-padrão, que leve o Li da zona convectiva às zonas mais internas, para que ele possa ser queimado.

Modelos não-padrão, que incluem outros fatores como a rotação da estrela ou mecanismos adicionais de transporte, são capazes de prever uma diminuição do Li com o tempo (por exemplo, [Xiong & Deng 2009](#); [do Nascimento Jr et al. 2009](#); [Charbonnel & Talon](#)

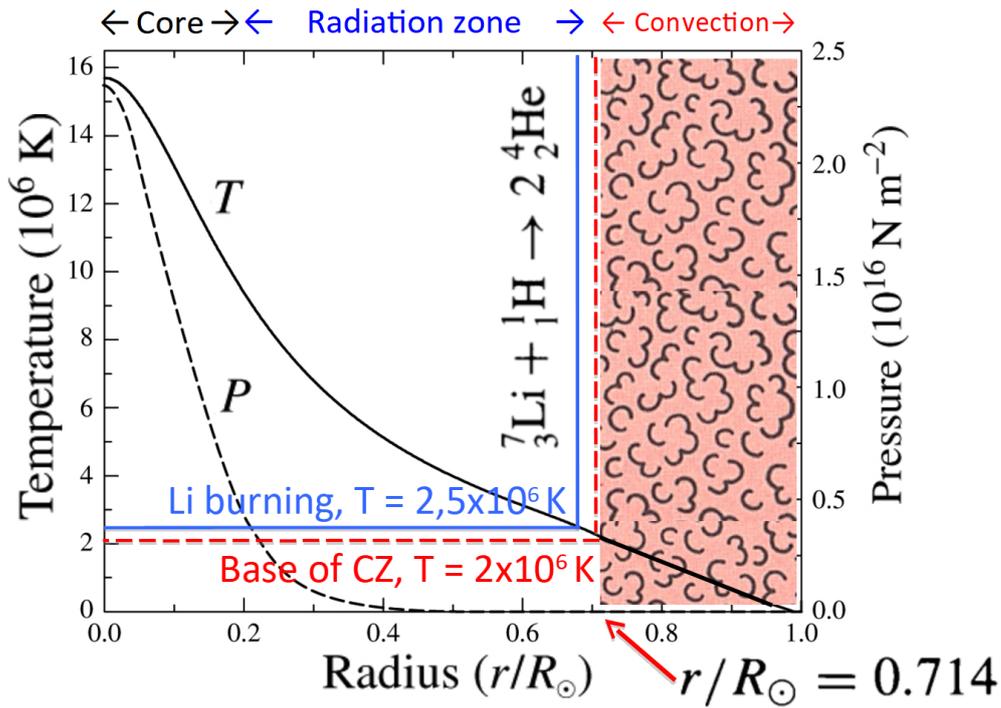


Figura 1.1: Figura original de Carroll & Ostlie (2007), modificada por J. Meléndez, que mostra as regiões no interior solar. Pode-se ver que a região com temperatura alta o suficiente para destruir o Li é a zona radiativa.

2005; Denissenkov 2010; Andrásy & Spruit 2015). Nesses modelos, parte do Li presente na zona convectiva é levado a zonas mais internas das estrelas, possibilitando que ele seja depletado. Esses modelos invocam diversos tipos de transporte, como a difusão atômica, na qual átomos “caem” para regiões mais internas devido à força gravitacional (*gravitational settling*) ou o *overshooting*, no qual o Li consegue chegar à zona radiativa devido à sua inércia e então ser destruído via captura de prótons.

É importante mencionar que a zona onde esse mecanismo extra de transporte ocorreria deve ser imediatamente inferior à base da zona convectiva, pois caso o Li fosse levado da zona convectiva à regiões muito internas, ele seria rapidamente destruído, dado que a fusão nuclear cresce exponencialmente com o aumento da temperatura e a temperatura no interior estelar aumenta com a profundidade. O que é observado é que a abundância do Li decresce lentamente com o tempo (Monroe et al. 2013), sugerindo que o mecanismo extra de transporte não atinge regiões muito profundas. Também é possível que a destruição do lítio tenha acontecido principalmente na pré-sequência principal, quando a zona convectiva era mais profunda e os efeitos de *overshooting* possam ter tido mais impacto (Thevenin

et al. 2017). Porém, esses modelos preveem uma queda abrupta do Li seguido por um valor constante durante a sequência principal, em contraste à suave diminuição do Li com o tempo observada em estrelas gêmeas solares (Carlos et al. 2019).

Qualitativamente, todos os modelos de evolução estelar preveem uma maior depleção do Li para estrelas de menores massas (por exemplo, Fig. 6 de Zhang 2012), devido ao aprofundamento de suas zonas convectivas, o que permite um maior alcance à região onde o Li é queimado. Essa previsão teórica também é observada em estrelas de aglomerados abertos (Fig. 2 de Baraffe et al. 2017 e Fig. 4 de Castro et al. 2016) e em estrelas de campo (Carlos et al. 2019), nas quais tem sido observada uma dependência da depleção do Li com a massa, embora de apenas 3-sigma. O motivo mais provável para esse resultado é o fato de que a amostra de Carlos et al. (2019) é composta por estrelas gêmeas solares com massas muito próximas à do Sol. Sendo assim, o estudo de estrelas menos massivas que o Sol pode ajudar a verificar a depleção de lítio em estrelas de menor massa e fornecer importantes vínculos para testar modelos de interiores estelares.

Determinação de parâmetros atmosféricos

Para realizar o estudo da abundância de Li em estrelas de baixa massa, foi selecionada uma amostra de 16 estrelas com metalicidades próximas à solar e massas potencialmente inferiores à do Sol. A seleção da amostra foi realizada através de um programa em Python desenvolvido pela autora, que comparou a previsão da localização das estrelas da sequência principal de metalicidade próxima à solar e com massas entre 0.85 e 0.95 massas solares no diagrama T_{eff} vs. $\log g$ segundo trajetórias evolutivas e parâmetros atmosféricos de estrelas previamente analisadas na literatura disponíveis na base de dados do grupo. Para caracterizar as estrelas da amostra, foram determinados seus parâmetros atmosféricos (temperatura efetiva, logaritmo da gravidade superficial, metalicidade e velocidade de microturbulência), pelo método de análise espectroscópica, que consiste na determinação de parâmetros estelares via medidas de larguras equivalentes obtidas do espectro.

O espectro de uma estrela é formado por linhas de absorção distribuídas por um espectro contínuo, devido à absorção de fótons criados no interior estelar por elementos químicos ou moléculas presentes na fotosfera. Cada linha (ou cada comprimento de onda de fótons absorvidos) corresponde a uma transição atômica ou molecular. Desse modo, o espectro de uma estrela contém informações importantes sobre sua composição química. Para analisar um espectro estelar, são medidas as larguras equivalentes das linhas observadas. A largura equivalente de uma linha espectral é a medida da área da linha em um *plot* de fluxo (ou intensidade) por comprimento de onda. A largura equivalente é encontrada por ajuste do espectro a um perfil de linha (geralmente uma gaussiana), e representa a largura de um retângulo com área igual à área da linha espectral. Essa definição está ilustrada na Figura 2.1.

Para realizar a análise espectroscópica das estrelas da amostra, foram retirados espec-

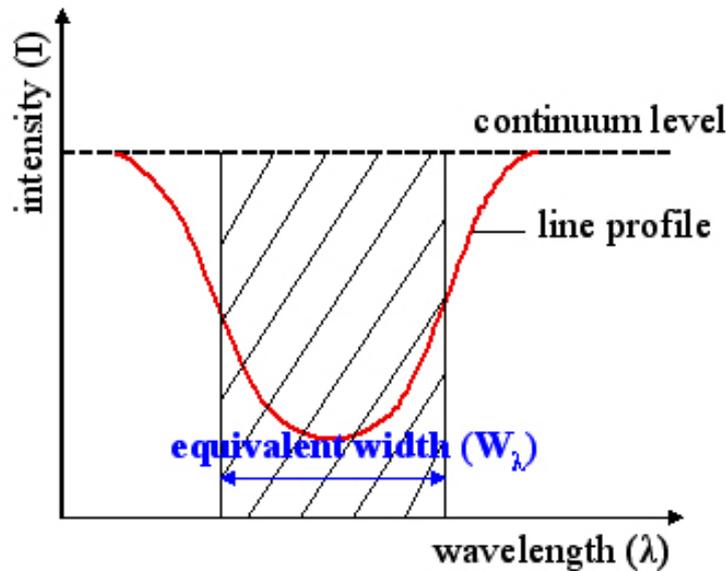


Figura 2.1: Definição de largura equivalente de uma linha espectral. Fonte: https://en.wikipedia.org/wiki/Equivalent_width#/media/File:Definition_of_equivalent_width.jpg.

tros da base de dados pública do ESO (*European Southern Observatory*) para cada estrela, obtidos através do espectrógrafo HARPS (*High Accuracy Radial Velocity Planet Searcher*).

Inicialmente, foi feita a correção Doppler utilizando a velocidade radial fornecida nos próprios arquivos da redução automática do HARPS. Para o tratamento de dados posterior, foi utilizada a interface IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*). Os espectros de cada estrela foram combinados com o comando *scombine*, de forma a obter um espectro resultante com SNR (*signal-to-noise ratio*) maior do que cada espectro individual. A combinação também reduz as linhas de absorção produzidas pela atmosfera terrestre. Uma ilustração da diferença entre o ruído de um espectro antes e depois da combinação está representada na Figura 2.2. Como pode-se ver, o ruído é muito menor no espectro combinado, permitindo que as medidas sejam feitas com maior precisão.

Em seguida, o espectro resultante foi dividido em 7 partes por meio do comando *scopy*, para que a normalização realize um ajuste melhor nos dados. Cada parte do espectro foi normalizada utilizando o comando *continuum*, e as partes normalizadas foram reunidas novamente com o comando *scombine*. Uma comparação entre o espectro de uma estrela da amostra antes e depois da normalização pode ser visto na Figura 2.3. É possível ver

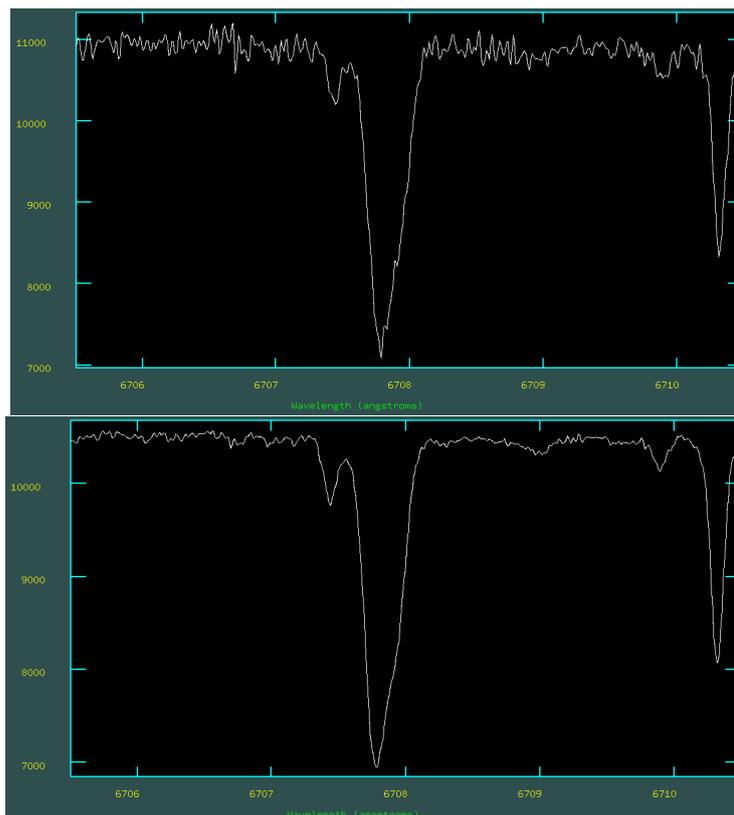


Figura 2.2: Comparação entre o ruído de um espectro antes da combinação (painel superior) e após (painel inferior) da estrela HD 010008 ao redor da linha de lítio em torno de 6707.75 \AA .

que após a normalização a linha do contínuo está próxima de 1, como esperado. Podemos perceber também que a normalização não faz um bom ajuste na região de baixos comprimentos de onda do espectro. Porém, essa região espectral não foi utilizada na análise. Esse processo foi realizado individualmente para cada estrela e para espectros do Sol refletidos nas superfícies da Lua e do asteroide Vesta. Os espectros do Sol são utilizados para que a determinação de abundâncias de ferro seja feita de forma diferencial, e não absoluta, ou seja, a abundância é determinada em relação à abundância de ferro no Sol. Esse método diferencial elimina erros sistemáticos que podem ocorrer durante as medidas de linhas.

Então, foram medidas larguras equivalentes de linhas de Fe I e Fe II à mão, tanto dos espectros da amostra quanto dos espectros do Sol, utilizando a tarefa *splot* do IRAF, ajustando uma curva gaussiana ao perfil da linha. Um exemplo de como essas medidas são feitas pode ser visto na Figura 2.4. A linha do contínuo foi determinada para cada linha individualmente com auxílio da sobreposição (ferramenta *overplot*) do espectro das estrelas com o do Sol, para minimizar possíveis erros. Esse método diferencial linha a linha

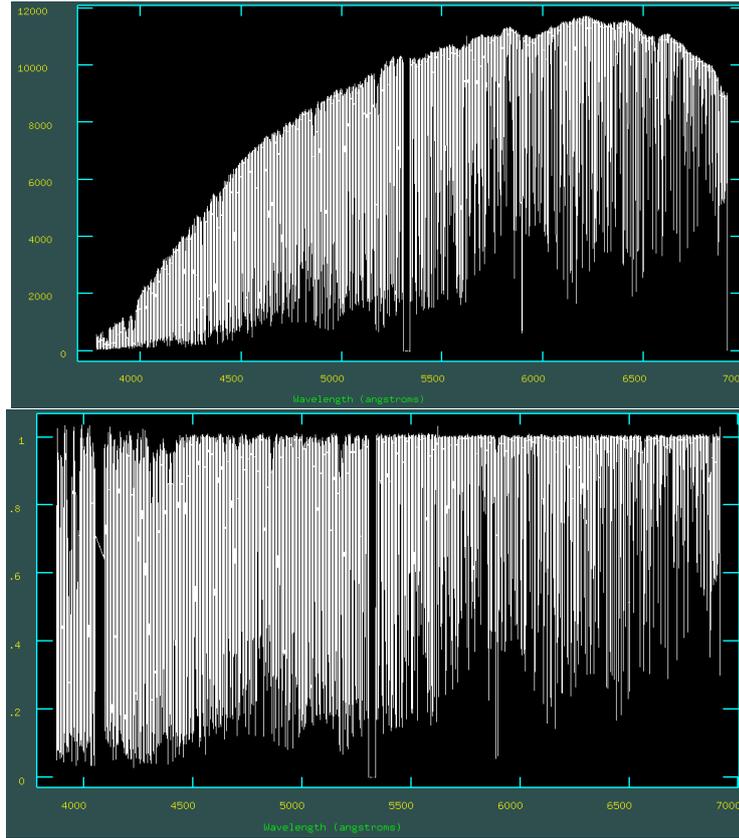


Figura 2.3: Comparação entre o espectro da estrela HD 010008 antes da normalização (painel superior) e depois (painel inferior).

é discutido em mais detalhes em [Meléndez et al. \(2014\)](#).

A partir das medidas de larguras equivalentes, os parâmetros atmosféricos foram determinados com auxílio do pacote em Python q2 (*qoyllur-quipu*, [Ramírez et al. 2014](#)). O q2 estima os parâmetros iterativamente a partir das medidas das linhas de Fe I e Fe II, visando atingir o equilíbrio de excitação e de ionização simultaneamente, utilizando o código MOOG (rotina ‘*abfind*’) e a grade Kurucz de modelos atmosféricos ATLAS9 ([Castelli & Kurucz 2003](#)). Um exemplo das abundâncias obtidas com as medidas diferenciais de ferro pode ser visto na Figura 2.5. As incertezas da metalicidade são obtidas pelo desvio padrão das medidas das linhas de ferro. Para a temperatura efetiva, os erros são propagados do equilíbrio de excitação através do coeficiente angular do ajuste de abundância diferencial de Fe I pelo potencial de ionização e do impacto do equilíbrio de ionização na determinação da temperatura (painel superior da Figura 2.5). As incertezas na velocidade de microturbulência são dadas pela incerteza do coeficiente angular do ajuste de abundância diferencial de Fe I pela largura equivalente reduzida (painel do meio da Figura 2.5). Por último, o

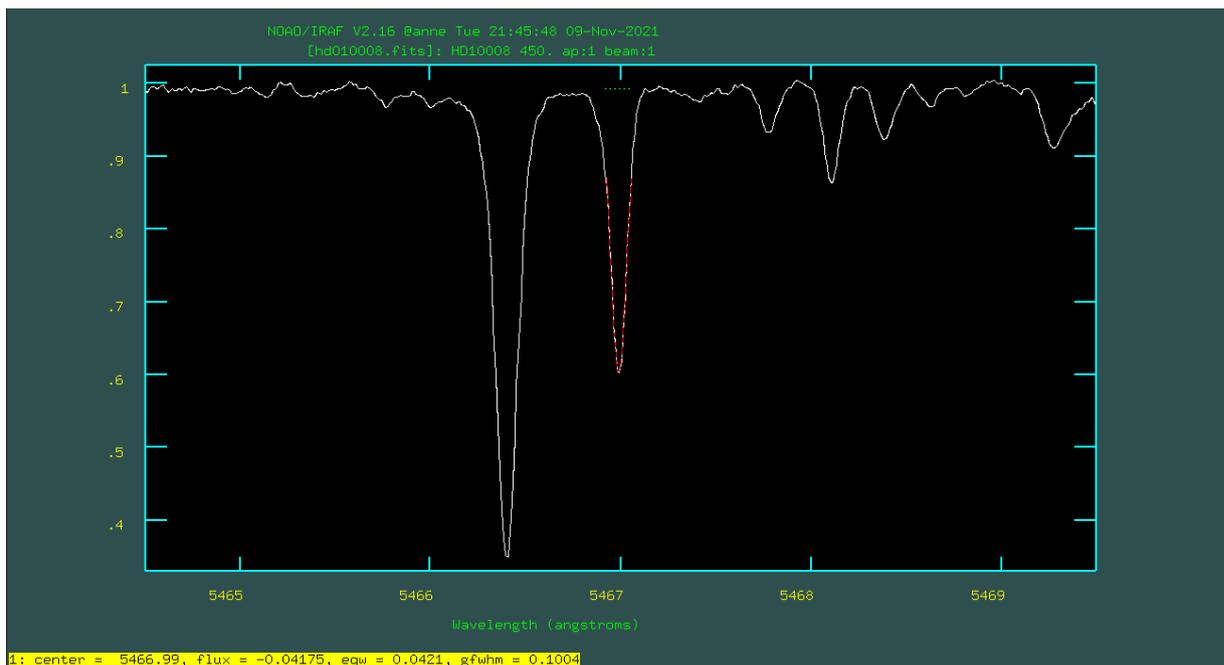


Figura 2.4: Exemplo de como as medidas de larguras equivalentes são feitas utilizando o IRAF.

erro da gravidade superficial é propagado do equilíbrio de ionização e vem da incerteza nas medidas das linhas de Fe I e Fe II.

Também foram determinadas as massas e idades para as estrelas da amostra utilizando o q2. Para isso, são utilizados os resultados de parâmetros estelares derivados da espectroscopia diferencial e isócronas de Yonsei-Yale (Yi et al. 2001; Kim et al. 2002). As massas são determinadas avaliando a distribuição de probabilidades para os valores mais prováveis de acordo com a comparação entre os parâmetros atmosféricos obtidos por espectroscopia em comparação com isócronas de parâmetros similares. Os resultados de parâmetros atmosféricos, massas e idades estão apresentados na Tabela 2.1.

Tabela 2.1 - Resultados de parâmetros atmosféricos (temperatura efetiva, logaritmo da gravidade superficial, metalicidade e velocidade de microturbulência), massas e idades obtidos com o q2, com suas respectivas incertezas.

Estrela	T_{ef} (K)	$\sigma_{T_{ef}}$ (K)	$\log g$ (dex)	$\sigma_{\log g}$ (dex)	[Fe/H] (dex)	$\sigma_{[Fe/H]}$ (dex)	v_t (km/s)	σ_{v_t} (km/s)	Massa (M_{\odot})	σ_{Massa} (M_{\odot})	Idade (Gano)	σ_{Idade} (Gano)
HD 010008	5316	9	4.490	0.024	-0.055	0.008	0.93	0.03	0.875	0.007	4.1	1.0
HD 197823	5400	7	4.400	0.023	0.164	0.007	0.79	0.02	0.999	0.002	4.4	0.5

Continua na próxima página. . .

Tabela 2.1 - Continuação

Estrela	T_{ef} (K)	σ_{Tef} (K)	$\log g$ (dex)	σ_{logg} (dex)	[Fe/H] (dex)	$\sigma_{[Fe/H]}$ (dex)	v_t (km/s)	σ_{v_t} (km/s)	Massa (M_{\odot})	σ_{Massa} (M_{\odot})	Idade (Gano)	σ_{Idade} (Gano)
HD 008828	5398	6	4.388	0.019	-0.142	0.005	0.72	0.02	0.818	0.004	10.7	0.6
HD 069830	5399	5	4.410	0.017	-0.029	0.006	0.71	0.02	0.881	0.003	8.7	0.5
HD 152391	5483	10	4.525	0.021	-0.003	0.008	0.97	0.02	0.942	0.004	1.2	0.4
HD 021693	5447	6	4.410	0.019	0.044	0.006	0.73	0.02	0.939	0.005	8.1	0.5
HD 071835	5464	4	4.435	0.014	0.005	0.004	0.78	0.01	0.913	0.005	7.2	0.4
HD 157172	5435	7	4.340	0.020	0.140	0.006	0.73	0.02	0.992	0.006	7.9	0.5
HD 124292	5458	4	4.390	0.014	-0.113	0.004	0.79	0.01	0.851	0.003	9.9	0.5
HD 020003	5483	5	4.400	0.019	0.075	0.006	0.76	0.02	0.972	0.005	7.3	0.5
HD 040397	5522	5	4.380	0.014	-0.116	0.004	0.84	0.01	0.860	0.000	12.3	0.2
HD 172513	5525	4	4.460	0.013	-0.023	0.004	0.86	0.01	0.930	0.001	5.3	0.4
HD 290327	5524	5	4.420	0.016	-0.103	0.006	0.78	0.02	0.872	0.004	9.4	0.5
HD 213628	5549	5	4.405	0.015	0.026	0.005	0.81	0.01	0.955	0.005	6.8	0.5
HD 115617	5568	4	4.390	0.012	0.006	0.004	0.84	0.01	0.940	0.003	8.3	0.3
HD 059468	5617	4	4.385	0.012	0.045	0.004	0.91	0.01	0.990	0.000	7.86	0.04

Uma comparação entre os resultados obtidos no trabalho e dados da literatura (média e desvio padrão) encontra-se na Figura 2.6. Pode-se ver que os resultados do trabalho estão em ótima concordância com trabalhos prévios, à exceção dos resultados para o logaritmo da gravidade superficial. A falta de concordância, nesse caso, pode ser explicada pelo uso da média de valores encontrados em trabalhos da literatura, o que inclui valores muito diferentes dos restantes. Percebe-se, inclusive, que o desvio padrão dos valores de logaritmo da gravidade superficial são muito maiores do que os desvios padrão dos outros parâmetros considerados, o que indica falta de concordância entre os próprios valores da literatura utilizados. O bom acordo entre os valores obtidos no trabalho e os valores publicados na literatura é perceptível também pelas diferenças médias (este trabalho - literatura) e desvios padrão de 6 ± 16 K para T_{ef} , -0.03 ± 0.04 dex para $\log g$ e 0.008 ± 0.015 dex para [Fe/H].

hd010008 : 5316, 4.4899999999999999, -0.057, 0.9299999999999999 [vesta_harps]

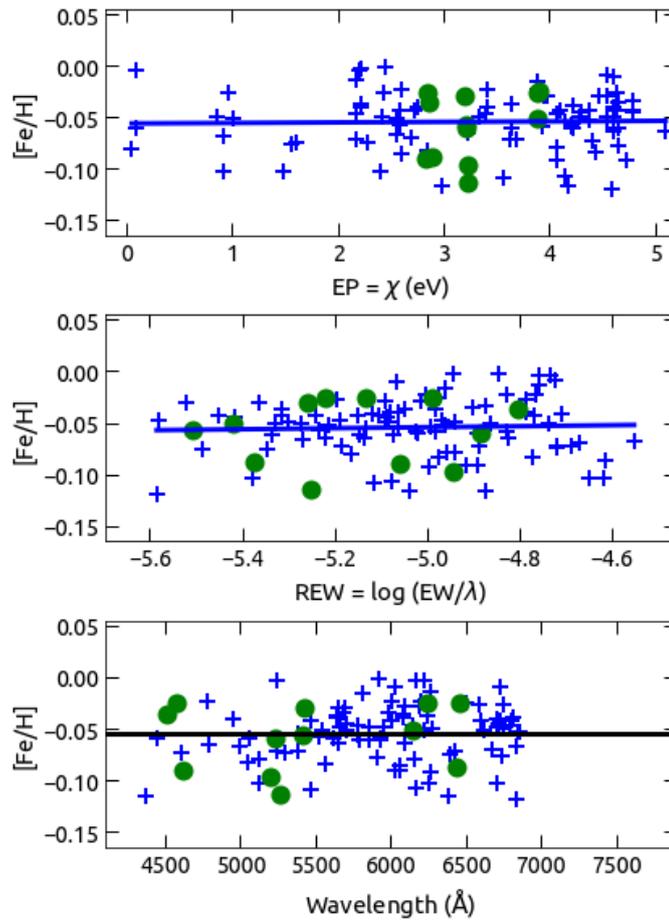


Figura 2.5: Abundâncias diferenciais de ferro para HD 010008 em relação ao Sol, utilizando as medidas das linhas de ferro neutro (cruzes azuis) e ionizado (círculos verdes), em função do potencial de excitação da linha (painel superior), largura equivalente reduzida (painel do meio) e comprimento de onda (painel inferior).

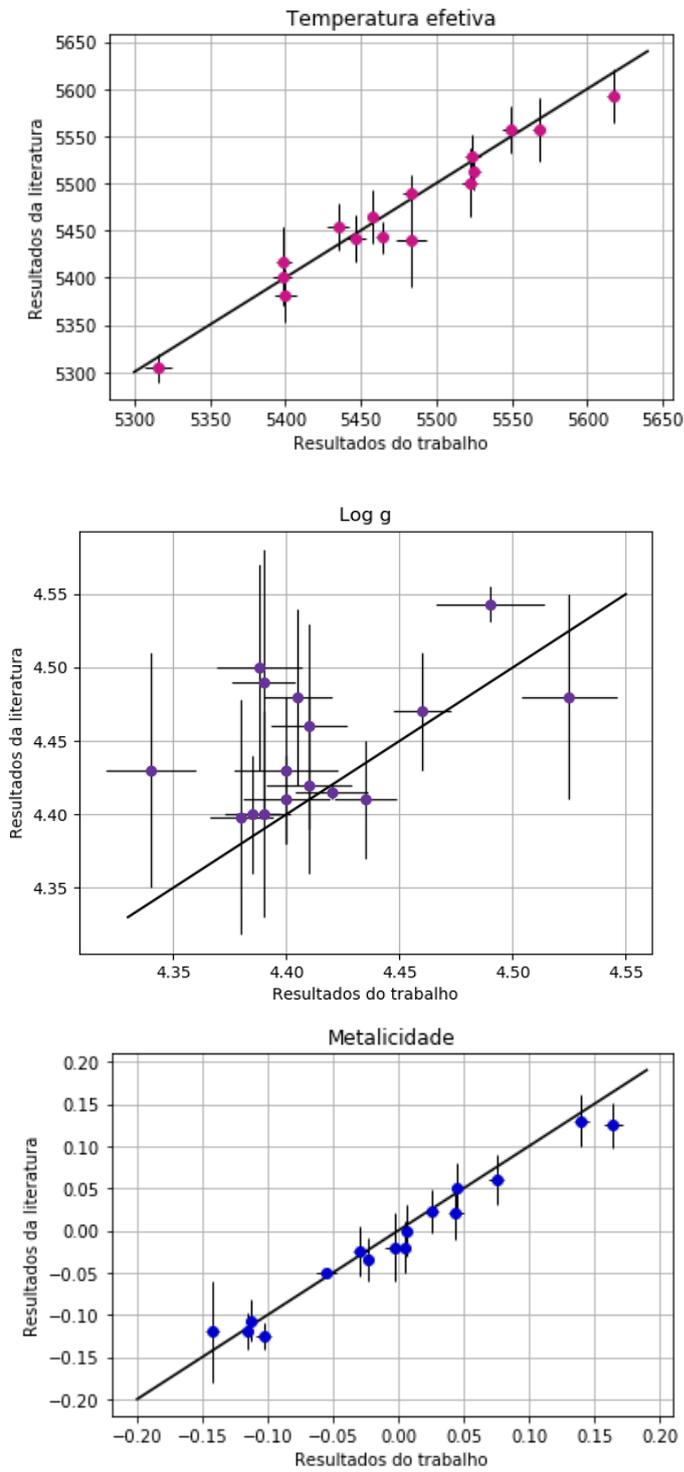


Figura 2.6: Comparação entre os resultados do trabalho e dados da literatura para a temperatura efetiva (painel superior), $\log g$ (painel do meio) e metalicidade (painel inferior). A linha sólida preta apresenta a relação 1:1.

Abundância de lítio

Com os parâmetros atmosféricos definidos, a etapa seguinte é determinar as abundâncias de Li nas estrelas da amostra. Além da amostra de 16 estrelas apresentada no Capítulo 2 (amostra 1), será estudada a abundância de Li em uma outra amostra de 12 estrelas cujos parâmetros atmosféricos, massas e idades foram determinados em outro trabalho de mesma autoria (amostra 2), da forma descrita anteriormente. Os resultados para a amostra 2 estão apresentados na Tabela 3.1.

Tabela 3.1 - Parâmetros atmosféricos (temperatura efetiva, logaritmo da gravidade superficial, metalicidade e velocidade de microturbulência), massas e idades para a amostra 2, com suas respectivas incertezas.

Estrela	T_{ef} (K)	$\sigma_{T_{\text{ef}}}$ (K)	$\log g$ (dex)	$\sigma_{\log g}$ (dex)	[Fe/H] (dex)	$\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]}$ (dex)	v_t (km/s)	σ_{v_t} (km/s)	Massa (M_{\odot})	σ_{Massa} (M_{\odot})	Idade (Gano)	σ_{Idade} (Gano)
HIP 107022	5438	5	4.390	0.017	-0.021	0.006	0.73	0.02	0.890	0.003	9.4	0.4
HIP 28954	5337	16	4.560	0.027	0.050	0.012	0.92	0.04	0.929	0.011	2.8	1.6
HIP 53087	5618	3	4.430	0.012	0.072	0.003	0.89	0.01	1.010	0.000	5.5	0.2
HIP 54704	5400	6	4.350	0.017	-0.032	0.006	0.69	0.02	0.870	0.003	12.2	0.3
HIP 5938	5497	14	4.610	0.027	0.053	0.010	1.03	0.03	0.965	0.006	1.6	0.4
HIP 6276	5404	21	4.560	0.042	-0.021	0.015	1.16	0.04	0.918	0.011	1.2	1.2
HIP 6744	5518	4	4.390	0.013	-0.069	0.004	0.82	0.01	0.900	0.002	7.2	0.3
HIP 72339	5394	5	4.405	0.019	0.033	0.005	0.83	0.02	0.931	0.004	5.5	0.4
HIP 76200	5586	3	4.445	0.012	0.032	0.005	0.89	0.01	0.981	0.003	4.5	0.3
HIP 80218	5535	4	4.410	0.013	-0.061	0.004	0.81	0.01	0.900	0.001	8.7	0.3
HIP 82265	5443	6	4.335	0.019	0.098	0.006	0.72	0.02	0.960	0.004	10.3	0.4
HIP 90004	5592	5	4.360	0.014	-0.090	0.005	0.90	0.01	0.897	0.005	11.7	0.2

A Figura 3.1 mostra a massa por temperatura efetiva para as estrelas das duas amostras.

É possível ver que de fato ambas as amostras consistem em estrelas com massas inferiores à massa solar, o que é essencial para o trabalho.

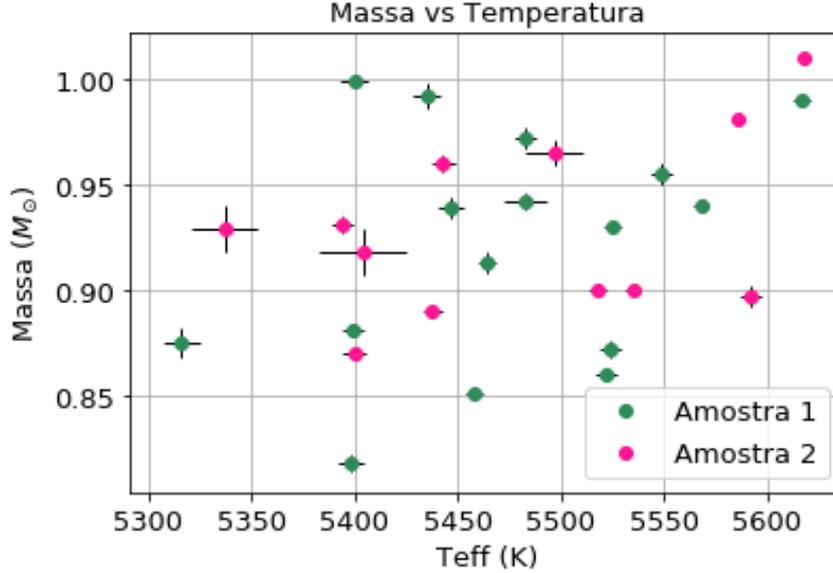


Figura 3.1: Massa estelar por temperatura efetiva para ambas as amostras.

Para determinar a abundância de Li, foi feita a síntese espectral da linha de Li em torno de 6707.75 Å. A Figura 3.2, original de Carlos et al. (2016), apresenta o espectro sintético solar e as contribuições de diferentes espécies nessa região. Na síntese espectral, as abundâncias dos elementos químicos são ajustadas iterativamente até que se atinja o melhor ajuste para os pontos do espectro observado.

Para produção do espectro sintético, foi utilizado o código MOOG (rotina ‘*synth*’). Além dos parâmetros atmosféricos apresentados no Capítulo 2, deve-se conhecer a velocidade de macroturbulência (v_{macro}), a velocidade de rotação projetada na nossa linha de visada ($v \sin i$) e fornecer um modelo de atmosfera. Para calcular v_{macro} e $v \sin i$, foram usadas as relações dadas pelas Equações 3.1 (válida para estrelas com $5000 \text{ K} < T_{\text{ef}} < 6500 \text{ K}$) e 3.2, ambas determinadas por dos Santos et al. (2016):

$$v_{\text{macro}}^* = v_{\text{macro}}^{\odot} - 0.00707 T_{\text{ef}} + 9.2422 \times 10^{-7} T_{\text{ef}}^2 + 10.0 + k_1(\log g - 4.44) + k_2 \quad (3.1)$$

$$v \sin i = \sqrt{(0.73 \pm 0.02)[\text{FWHM}^2 - v_{\text{macro}}^2 - (5.97 \pm 0.01)^2]}, \quad (3.2)$$

onde $k_1 = -1.81 \pm 0.26$, $k_2 = -0.05 \pm 0.03$ e FWHM é a largura à meia altura (*full width at half maximum*). O valor de FWHM para cada estrela foi adotado como o valor médio

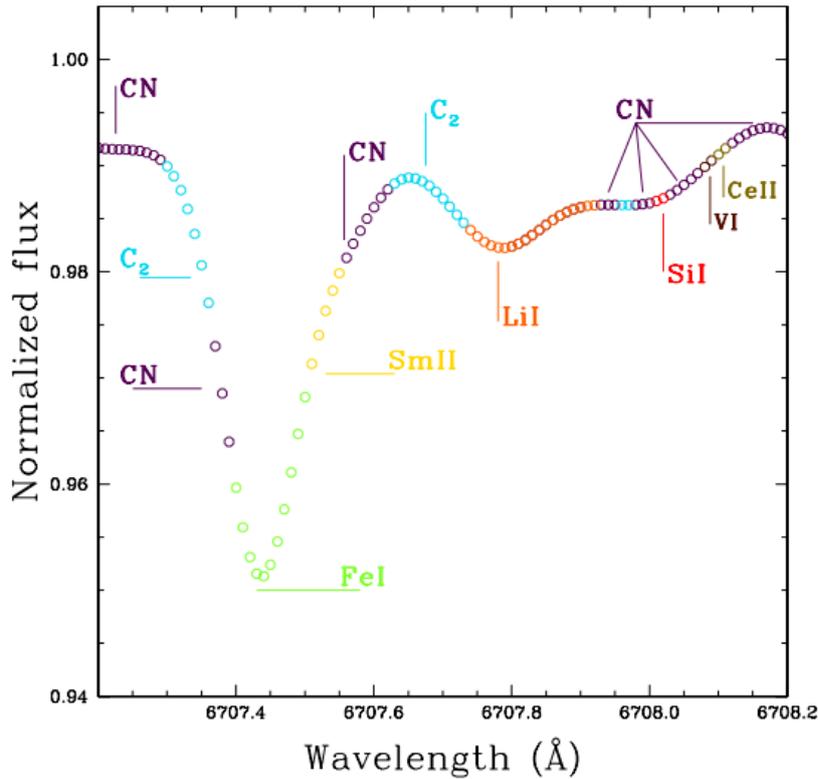


Figura 3.2: Figura original de Carlos et al. (2016), que apresenta o espectro sintético solar e identifica contribuições de diferentes espécies na região da linha de Li em 6707.75 Å.

dentre os fornecidos por cada observação. Como o valor da velocidade de macroturbulência para o Sol calculado pela Equação 3.1 é muito alto, foi utilizado $k_2 = 0.0$, o que faz com que o valor calculado seja mais próximo do valor conhecido. O valor de velocidade de macroturbulência solar adotado foi de $v_{\text{macro}}^{\odot} = 3.1$ km/s, valor mediano da Tabela 1 de dos Santos et al. (2016). Os modelos de atmosfera foram obtidos por um interpolador que utiliza a grade Kurucz de modelos atmosféricos.

As abundâncias de Li em LTE (equilíbrio termodinâmico local) e NLTE (não-equilíbrio termodinâmico local) para ambas as amostras estão apresentadas na Tabela 3.2. Para as estrelas em negrito, a abundância de Li em LTE é um limite superior. Os resultados considerando correções NLTE foram obtidos por meio da base de dados INSPECT¹, que se baseia em cálculos NLTE de Lind et al. (2009).

¹ <http://www.inspect-stars.com/>. Acesso em 30 de setembro de 2021.

Tabela 3.2 - Abundâncias de lítio para ambas as amostras.

Estrela	A(Li) LTE (dex)	Incerteza (dex)	A(Li) NLTE (dex)	Incerteza (dex)
<i>Amostra 1</i>				
HD 010008	2.22	0.01	2.27	0.01
HD 197823	0.36	0.09	0.46	0.09
HD 008828	0.16	0.12	0.24	0.12
HD 069830	0.75	0.03	0.83	0.03
HD 152391	1.24	0.01	1.32	0.01
HD 021693	0.19	0.07	0.28	0.07
HD 071835	0.59	0.03	0.67	0.03
HD 157172	0.39	0.07	0.49	0.07
HD 124292	0.14	0.07	0.21	0.07
HD 020003	0.17	0.05	0.25	0.05
HD 040397	0.13	0.07	0.19	0.07
HD 172513	0.58	0.06	0.65	0.06
HD 290327	0.05	0.05	0.11	0.05
HD 213628	0.38	0.07	0.45	0.07
HD 115617	0.16	0.06	0.23	0.06
HD 059468	0.19	0.05	0.25	0.05
<i>Amostra 2</i>				
HIP 107022	0.08	0.08	0.16	0.08
HIP 28954	1.25	0.02	1.35	0.02
HIP 53087	0.22	0.07	0.29	0.07
HIP 54704	0.00	0.01	0.08	0.01
HIP 5938	1.80	0.02	1.88	0.02
HIP 6276	2.59	0.04	2.60	0.05
HIP 6744	0.23	0.08	0.30	0.08
HIP 72339	0.14	0.03	0.23	0.03
HIP 76200	0.48	0.04	0.55	0.04
HIP 80218	0.29	0.05	0.36	0.05
HIP 82265	0.20	0.06	0.29	0.06
HIP 90004	0.28	0.04	0.34	0.06

Para calcular as incertezas, foram considerados pequenos desvios no contínuo (σ_{cont}) e os erros propagados dos parâmetros atmosféricos (σ_{Tef} , σ_{logg} , $\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]}$ e σ_{vt}), da forma descrita na Equação 3.3:

$$\sigma_{\text{total}} = \sqrt{\sigma_{\text{cont}}^2 + \sigma_{\text{Tef}}^2 + \sigma_{\text{logg}}^2 + \sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]}^2 + \sigma_{\text{vt}}^2}. \quad (3.3)$$

Uma comparação entre o espectro observado e o espectro sintético pode ser vista na Figura 3.3, que utiliza como exemplo os ajustes realizados para as estrelas HD 152391 (amostra 1) e HIP 5938 (amostra 2).

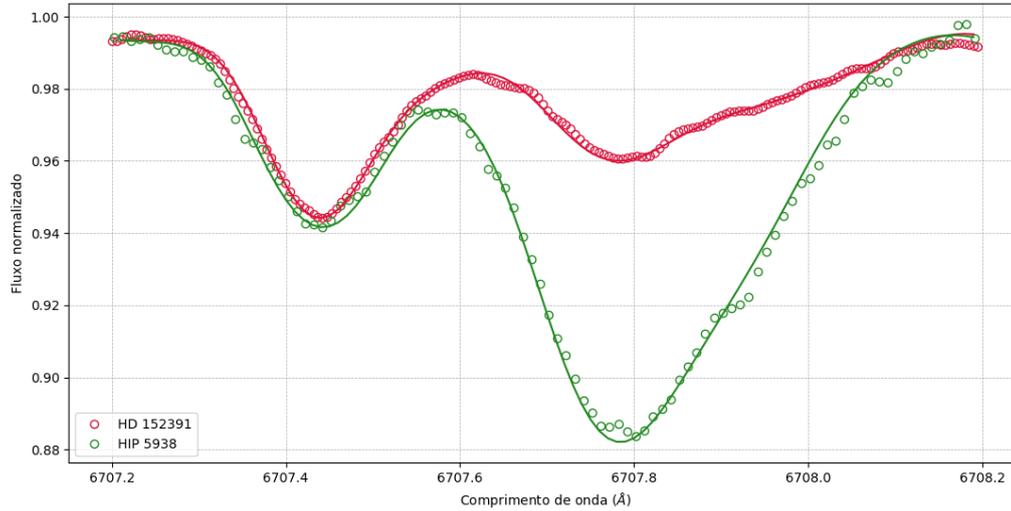


Figura 3.3: Comparação entre o espectro observado (círculos) e sintético (linha contínua) para as estrelas HD 152391 (amostra 1) e HIP 5938 (amostra 2).

Para avaliar a correlação entre Li e outros parâmetros estelares, foi considerada também a amostra e os resultados de [Carlos et al. \(2019\)](#). No trabalho mencionado, foram estudadas gêmeas solares com massas muito próximas à solar, e foi encontrada uma correlação entre a abundância de Li e a idade da estrela (em Ganos) da forma

$$A(\text{Li}) = (-0.20 \pm 0.02) \text{ Idade} + (2.44 \pm 0.10). \quad (3.4)$$

Utilizando a Equação 3.4, a correspondência entre os resíduos da abundância de Li ($\Delta A(\text{Li}) = A(\text{Li})_{\text{observado}} - A(\text{Li})_{\text{teórico}}$), a massa e a metalicidade da estrela é da forma

$$\Delta A(\text{Li}) = -(3.55 \pm 1.11) + (3.47 \pm 1.09) M/M_{\odot} - (1.17 \pm 0.52) [\text{Fe}/\text{H}]. \quad (3.5)$$

O ajuste original da Equação 3.4 pode ser visto na Figura 3.4.

A Figura 3.5 mostra a abundância de Li em função da idade estelar para as amostras 1 e 2 e para a amostra de [Carlos et al. \(2019\)](#). Pode-se ver que os resultados obtidos no presente trabalho confirmam a forte dependência entre a abundância de Li e idade observada por

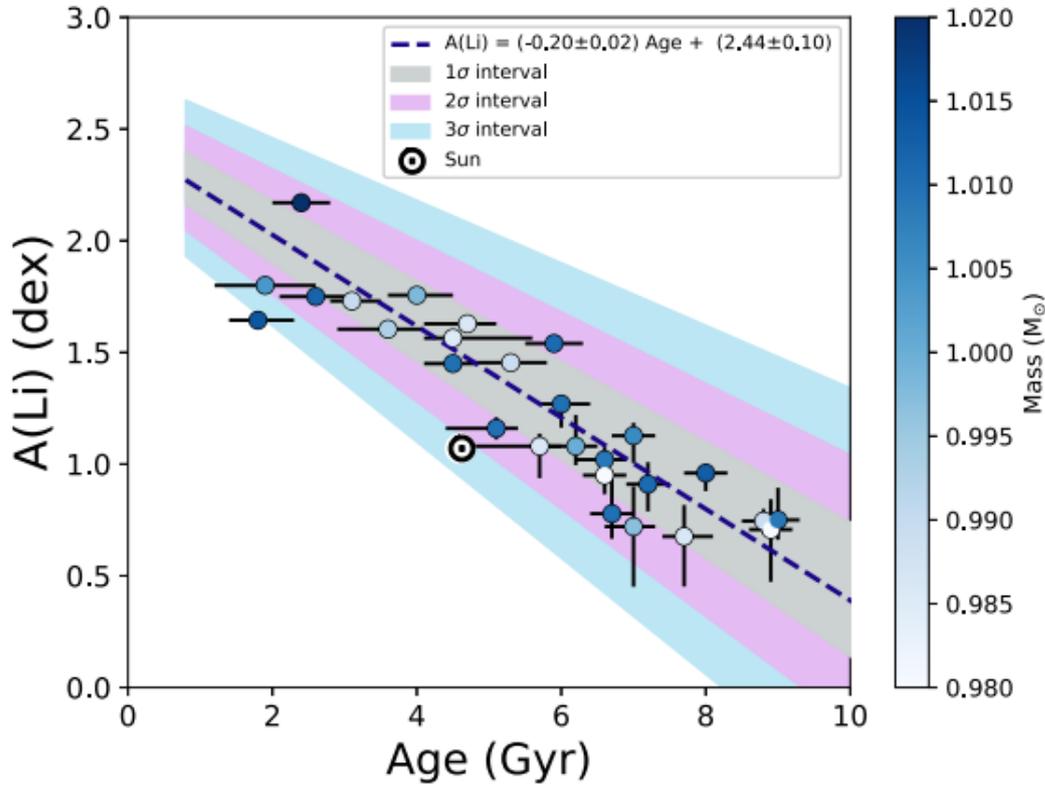


Figura 3.4: Figura original de [Carlos et al. \(2019\)](#), apresentando o ajuste linear realizado para representar a correlação entre a abundância de Li e a idade estelar.

[Carlos et al. \(2019\)](#). Portanto, a correlação entre idade e abundância de lítio aparenta ser válida tanto para gêmeas solares quanto para as estrelas deste trabalho. Porém, as estrelas que compõem as amostras 1 e 2 apresentam uma tendência para um menor conteúdo de Li. Para determinar se a amostra selecionada para estudo é especialmente pobre em Li ou se existem outros fatores além da idade que influenciam na abundância desse elemento, é necessário um outro estudo, com uma amostra de estrelas mais ampla.

A Figura 3.6 apresenta a correspondência entre os resíduos da abundância de Li como previstos por [Carlos et al. \(2019\)](#) (Equação 3.5) e os resíduos obtidos neste trabalho (utilizando a Equação 3.4). É possível ver que as estrelas do trabalho estão localizadas majoritariamente à esquerda da linha sólida em $\Delta A(\text{Li}) = 0$, o que mostra que de fato as amostras deste trabalho são sistematicamente mais pobres em Li do que a amostra de [Carlos et al. \(2019\)](#).

As Figuras 3.7 e 3.8 apresentam os resíduos da abundância de Li em função da idade e da massa da zona convectiva para as amostras 1 e 2 e para a amostra de [Carlos et al. \(2019\)](#). A

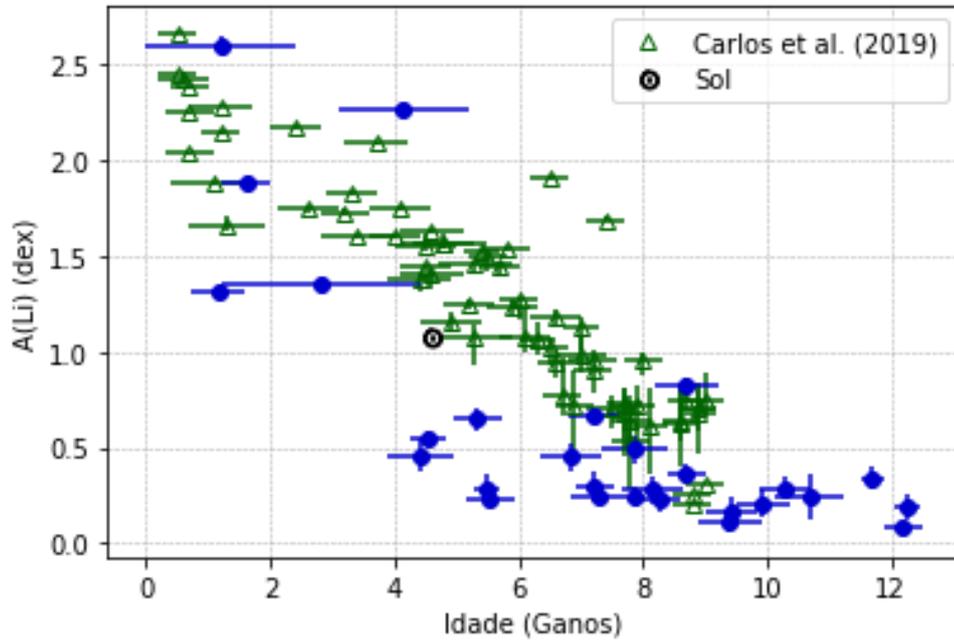


Figura 3.5: Abundância de Li por idade para ambas as amostras do trabalho e para a amostra de Carlos et al. (2019).

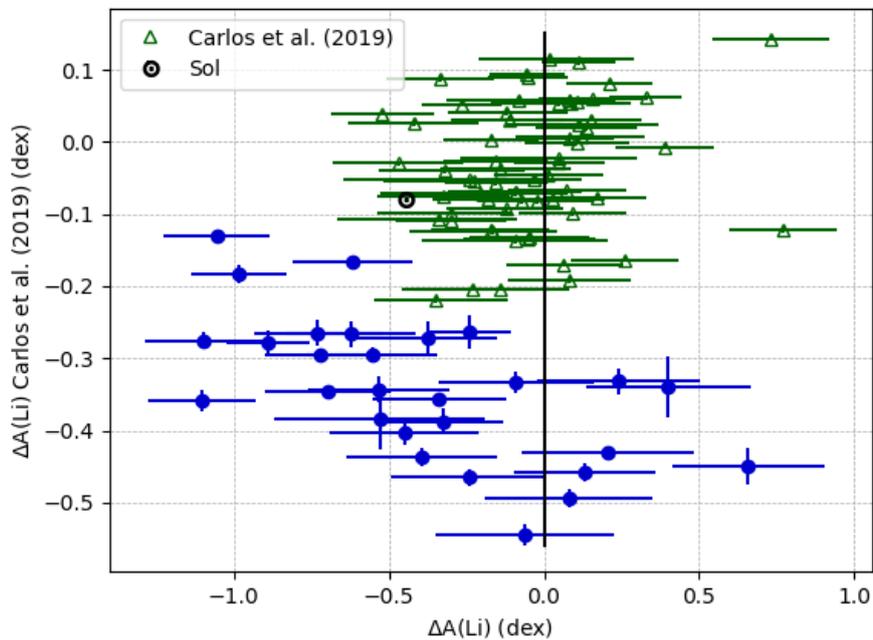


Figura 3.6: Correspondência entre os resíduos da abundância de Li como previstos por Carlos et al. (2019) (Equação 3.5) e os resíduos obtidos no trabalho (utilizando a Equação 3.4), para ambas as amostras do trabalho e para a amostra de Carlos et al. (2019).

massa da zona convectiva de todas as estrelas foi determinada por interpolação, de acordo com parâmetros na grade de isócronas de YaPSI² (*Yale-Potsdam Stellar Isochrones*, Spada et al. 2017). Pode-se perceber que as amostras estudadas neste trabalho não possuem resíduos aleatórios, o que indica que o comportamento observado por Carlos et al. (2019), expresso pelas Equações 3.4 e 3.5, não se aplica necessariamente às amostras deste trabalho. Além disso, estas estrelas apresentam abundâncias de Li sistematicamente menores (abaixo das linhas sólidas em $\Delta A(\text{Li}) = 0$), independente de suas idades e massas convectivas.

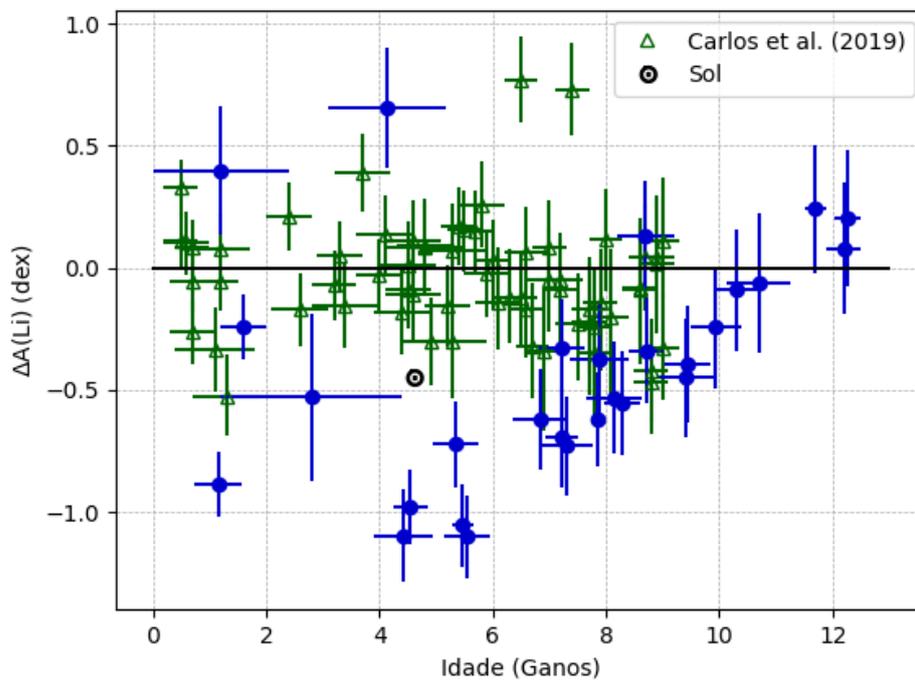


Figura 3.7: Resíduos da abundância de Li em função da idade para ambas as amostras do trabalho e para a amostra de Carlos et al. (2019).

A Figura 3.9 apresenta a relação entre abundância de Li e idade, codificada por cor para a metalicidade, para avaliar a possível interferência da metalicidade na dependência entre abundância de Li e idade. É possível perceber que as estrelas mais velhas são também as mais pobres em Li, apesar de serem sistematicamente mais pobres em ferro. Isso é um indício de que a idade é provavelmente o fator que mais influencia na abundância de Li em estrelas análogas solares.

² Página da YaPSI: <http://www.astro.yale.edu/yapsi/>. Acesso em 6 de novembro de 2021.

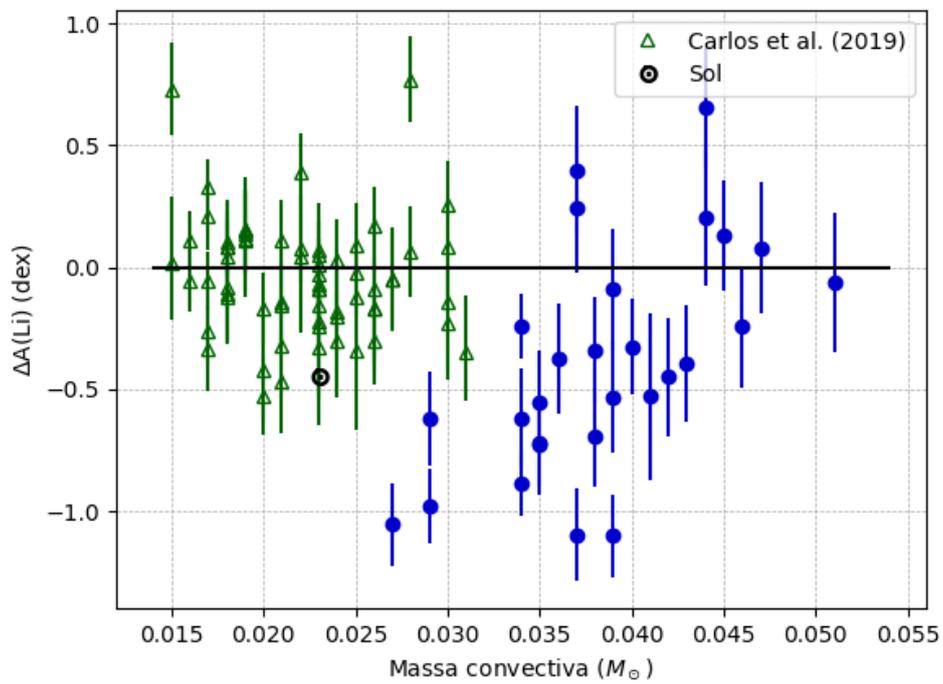


Figura 3.8: Resíduos da abundância de Li em função da massa da zona convectiva para ambas as amostras do trabalho e para a amostra de Carlos et al. (2019).

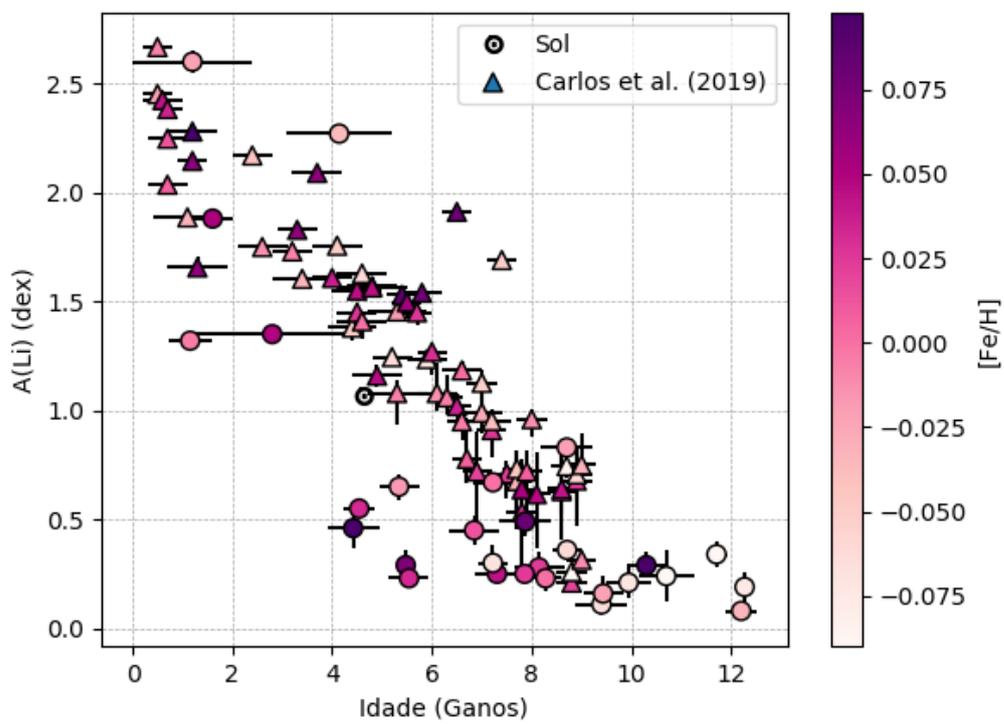


Figura 3.9: Abundâncias de lítio por idade estelar codificado por cor para a metalicidade para ambas as amostras do trabalho e para a amostra de [Carlos et al. \(2019\)](#).

Conclusão e Perspectivas

Ao longo deste trabalho, foram estudadas 28 estrelas com massas inferiores à massa do Sol e metalicidade solar, com o objetivo de verificar se há uma correlação entre a abundância de Li e outros parâmetros estelares.

Para determinar os parâmetros atmosféricos das estrelas da amostra 1, composta por 16 estrelas de massas inferiores à massa solar, foi utilizada a análise espectroscópica diferencial. Os resultados obtidos para os parâmetros atmosféricos estão em excelente acordo com a média de trabalhos anteriores da literatura. A amostra 1 foi somada a uma outra amostra (amostra 2) composta por 12 estrelas, também de baixa massa, cujos parâmetros atmosféricos, massas e idades já haviam sido determinados em outro trabalho.

Para determinar a abundância de Li nas estrelas de ambas as amostras, foi realizada a síntese espectral da linha de Li na região de 6707.75 Å. Os resultados confirmam a dependência entre abundância de Li e idade observada na literatura, apesar de não seguirem de forma rigorosa as relações quantitativas determinadas por [Carlos et al. \(2019\)](#).

De modo geral, as estrelas estudadas neste trabalho são sistematicamente pobres em Li em comparação à gêmeas solares de idades semelhantes. Isso pode indicar tanto que a amostra selecionada para estudo consiste em estrelas com abundâncias de Li especialmente baixas quanto que existem outros fatores que afetam na depleção desse elemento, o que não foi possível determinar durante o trabalho. Sendo assim, o trabalho prevê como uma possível continuidade um outro estudo semelhante com uma amostra mais ampla, para poder estudar melhor como os parâmetros da estrela interferem na abundância de Li.

O trabalho desenvolvido ao longo do Trabalho de Conclusão de Curso foi concluído de forma extremamente satisfatória. A autora adquiriu experiência em diversas técnicas utilizadas em Astrofísica Estelar, como o uso das bases de dados do ESO, tratamento de

espectros (correção Doppler, combinação e normalização), medidas precisas de larguras equivalentes utilizando o método diferencial, determinação de parâmetros atmosféricos, massas e idades usando a ferramenta q2, síntese espectral da linha de Li e análise dos resultados para explorar as possíveis variáveis que controlam a depleção de Li.

Referências Bibliográficas

- Andrássy R., Spruit H. C., 2015, *A&A*, 579, A112
- Baraffe I., Pratt J., Goffrey T., Constantino T., Folini D., Popov M. V., Walder R., Viallet M., 2017, *ApJL*, 845, L6
- Carlos M., Nissen P. E., Meléndez J., 2016, *A&A*, 587, A100
- Carlos M., et al., 2019, *MNRAS*, 485, 4052
- Carroll B. W., Ostlie D. A., 2007, *An Introduction to Modern Astrophysics*. Pearson Addison Wesley
- Castelli F., Kurucz R. L., 2003, vol. 210 of *IAU Symposium*, A20
- Castro M., Duarte T., Pace G., Do Nascimento Jr. J. D., 2016, *A&A*, 590, A94
- Charbonnel C., Talon S., 2005, *Science*, 309, 2189
- Denissenkov P. A., 2010, *ApJ*, 719, 28
- Kim Y. C., Demarque P., Yi S. K., Alexander D. R., 2002, *ApJS*, 143, 499
- Lind K., Asplund M., Barklem P. S., 2009, *A&A*, 503, 541
- Meléndez J., et al., 2014, *ApJ*, 791, 14
- Monroe T. R., et al., 2013, *ApJ*, 774, L32
- Ramírez I., et al., 2014, *A&A*, 572, A48
- Spada F., Demarque P., Kim Y. C., Boyajian T. S., Brewer J. M., 2017, *ApJ*, 838, 161

Thevenin F., Oreshina A. V., Baturin V. A., Gorshkov A. B., Morel P., Provost J., 2017, *A&A*, 598, A64

Xiong D. R., Deng L., 2009, *MNRAS*, 395, 2013

Yi S., Demarque P., Kim Y. C., Lee Y. W., Ree C. H., Lejeune T., Barnes S., 2001, *ApJS*, 136, 417

Zhang Q. S., 2012, *MNRAS*, 427, 1441

do Nascimento Jr J. D., Castro M., Meléndez J., Bazot M., Théado S., Porto de Mello G. F., de Medeiros J. R., 2009, *A&A*, 501, 687

dos Santos L. A., et al., 2016, *A&A*, 592, A156