

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

Giulia Martos

Lítio em estrelas ricas em metais

São Paulo

2022

Giulia Martos

Lítio em estrelas ricas em metais

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

São Paulo

2022

À Ciência e Astronomia brasileiras, com os quais espero contribuir não apenas com este trabalho, mas também com diversos outros em minha trajetória acadêmica.

Agradecimentos

À minha família, por todo o suporte dado durante minha caminhada, que permitiu dedicação exclusiva a este trabalho e aos estudos;

Ao meu companheiro Matheus, pela ajuda e ensinamentos durante os últimos anos, pelos bons momentos, pela companhia de sempre e pelo suporte emocional, que tornaram minha jornada mais leve;

Ao meu orientador Prof. Dr. Jorge Meléndez, pela atenção, disponibilidade e todo o conhecimento transmitido;

Aos meus colegas de curso que viraram amigos, pela companhia no dia a dia, tanto nos momentos livres quanto nos estudos, o que colaborou grandemente para minha formação;

Aos colegas do grupo SAMPA e, em especial, ao Jhon Yana Galarza, pelas diversas vezes que me ajudou quando eu precisei, e cuja colaboração foi de muita importância para a finalização deste projeto;

À FAPESP, pelo apoio financeiro, sob o projeto n^o: 2020/12679-1.

“Para mim, é muito melhor compreender o universo como ele realmente é do que persistir no engano, por mais satisfatório e tranquilizador que possa parecer.”

Carl Sagan

“Tudo aquilo que o homem ignora, não existe para ele. Por isso, o universo de cada um se resume ao tamanho do seu saber.”

Albert Einstein

Resumo

O projeto teve como objetivo utilizar técnicas de espectroscopia para a análise da composição química de estrelas e estudar o elemento químico lítio no interior de estrelas análogas ao Sol, porém ricas em metais. O intuito foi verificar a previsão de uma maior destruição desse elemento no interior de estrelas de maior conteúdo metálico, pois elas apresentam um aprofundamento da sua zona convectiva. Foi selecionada uma amostra de 41 estrelas, com massas $0.95 \leq M \leq 1.07 M_{\odot}$, logaritmo da gravidade superficial $4.1 \leq \log g \leq 4.6$ dex, temperaturas $5500 \leq T \leq 5900$ K e metalicidades nos intervalos $-0.3 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.15$ e $+0.1 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0.3$ dex. Foram utilizados espectros do HARPS com alta razão sinal/ruído, para possibilitar medidas precisas das larguras equivalentes das linhas espectrais de Fe I e Fe II, e a obtenção de parâmetros atmosféricos e abundâncias com boa precisão. Os parâmetros atmosféricos, massas e idades calculados estão em excelente acordo com a média de resultados da literatura. O comportamento da abundância de lítio de acordo com a idade e a metalicidade das estrelas também se mostrou como esperado, isto é, estrelas mais metálicas, velhas e com maior camada convectiva possuem menos lítio no seu interior.

Abstract

The project aimed to use spectroscopic techniques to analyze the chemical composition of stars and to study the chemical element lithium inside metal rich solar analogs. The objective was to verify the prediction of a greater destruction of this element in the interior of more metallic stars, because they present a deepening of their convective zone. A sample of 41 stars was selected, considering masses $0.95 \leq M \leq 1.07 M_{\odot}$, logarithm of surface gravity $4.1 \leq \log g \leq 4.6$ dex, temperatures $5500 \leq T \leq 5900$ K and metallicities in the intervals $-0.3 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.15$ and $+0.1 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0.3$ dex. HARPS spectra with high signal-to-noise ratio were employed to enable accurate measurements of equivalent widths of the Fe I and Fe II spectral lines, in addition to obtaining the atmospheric parameters and abundances with good precision. The calculated atmospheric parameters, masses and ages are in excellent agreement with the average results from the literature. The behavior of lithium abundance according to the age and metallicity of the stars was also shown to be as expected, that is, stars that are more metallic, older and with a greater convective zone have less lithium in their interior.

Lista de Figuras

2.1	Espectros da estrela HD 106116 antes e depois da correção <i>Doppler</i> e normalização.	25
2.2	Exemplo de medida de largura equivalente de uma linha de Fe II da estrela HD 212708.	26
2.3	Exemplo de saída do $q2$ para o cálculo dos parâmetros atmosféricos da estrela HD 32724.	28
2.4	Comparação entre os métodos para calcular a idade das estrelas.	29
2.5	Exemplo de saída do $q2$ para o cálculo da idade da estrela HD 74014.	29
2.6	Exemplo de síntese espectral feita com o MOOG para a estrela HD 31527.	31
3.1	Comportamento da abundância de lítio NLTE em função da idade.	36
3.2	Comportamento da abundância de lítio NLTE em função da metalicidade.	37
3.3	Espectros das estrelas de idades similares HD 145809, HD 32724 e HD 30306 na região próxima à linha do lítio em 6707.8 Å.	38
3.4	Probabilidade das estrelas serem do disco fino da Galáxia	39

Lista de Tabelas

A.1	Estrelas selecionadas para amostra de análogas solares. São mostrados os parâmetros médios da literatura.	47
B.1	Abundância de lítio, idade, massa, massa convectiva e parâmetros atmosféricos obtidos	49
C.1	Probabilidade das estrelas da amostra deste trabalho (“HD”) e de Carlos et al. (2019) (“HIP”) se localizarem no disco fino, disco espesso ou no halo da Galáxia.	51

Sumário

1. <i>Introdução</i>	19
2. <i>Metodologia</i>	21
2.1 Seleção da amostra	21
2.2 Espectros	22
2.2.1 Seleção e obtenção dos espectros	22
2.2.2 Tratamento dos espectros	23
2.3 Larguras equivalentes	25
2.4 Parâmetros atmosféricos	26
2.5 Idades, massas e massas convectivas	28
2.6 Abundância de lítio	30
2.6.1 Síntese Espectral	30
2.6.2 Erros das abundâncias	31
2.6.3 Correção NLTE	32
3. <i>Resultados e análise</i>	35
4. <i>Conclusão</i>	41
<i>Referências</i>	43
<i>Apêndice</i>	45
A. <i>Amostra selecionada</i>	47

<i>B. Abundâncias, parâmetros atmosféricos, massas e idades</i>	49
<i>C. Localização das estrelas</i>	51

Introdução

Apesar do interior estelar não poder ser observado de forma direta, o estudo do elemento químico lítio nas estrelas pode fornecer informações importantes sobre mecanismos de transporte próximo à base da camada convectiva da estrela, pois como é observada uma depleção desse elemento na fotosfera de estrelas com o aumento da idade (Meléndez et al., 2014; Carlos et al., 2016, 2019), sugere-se que parte do lítio presente inicialmente na zona convectiva é transportado para camadas mais internas da estrela, na fronteira com a zona radiativa, onde é destruído. Esse transporte de material entre as zonas convectiva e radiativa da estrela não é previsto no modelo padrão do Sol, porém esse é um modelo bem restrito, que não considera características importantes, como a rotação estelar.

No modelo padrão, como o lítio não pode atingir as partes mais internas da estrela, sua abundância deveria ser constante com o tempo, o que está em desacordo com observações de maior destruição desse elemento conforme o aumento da idade da estrela. Já os modelos não-padrão, que incluem alguma informação sobre a rotação da estrela ou mecanismos extra de transporte no interior estelar, conseguem prever alguma destruição do lítio com o tempo (Charbonnel, 2005; Xiong & Deng, 2008; do Nascimento et al., 2009; Denissenkov, 2010; Andrásy & Spruit, 2015), pois parte do lítio seria transportado da zona convectiva para as zonas mais internas, onde é destruído.

A destruição do lítio via captura de prótons ocorre a temperaturas próximas de 2.5×10^6 K. Porém, a temperatura na base da zona convectiva é de 2×10^6 K, de acordo com o modelo padrão. Ou seja, nesse modelo a região não é quente o suficiente para destruir o lítio. Portanto, é necessário que exista uma forma de transportar o lítio original da zona convectiva para as regiões mais internas, onde possa ser destruído. Esse processo é sugerido por diversos modelos não-padrão, e está relacionado ao tamanho da camada convectiva da

estrela, responsável por levar o lítio para as regiões mais quentes e internas.

Entre os possíveis mecanismos de transporte, estão o *overshooting*, no qual o elemento convectivo consegue, por inércia, ultrapassar para a zona radiativa, onde o lítio é destruído via captura de prótons, ou também o processo de *difusão atômica*, no qual os átomos se deslocam para as regiões mais internas por meio de um processo semelhante a uma decantação (*gravitational settling*). A região onde ocorreria esse mecanismo extra de transporte deve ser relativamente rasa, imediatamente inferior à base da zona convectiva, pois quanto maior a profundidade no interior estelar, maior a temperatura e, conseqüentemente, a destruição do lítio, pois a fusão nuclear aumenta exponencialmente com a temperatura. Logo, se o lítio fosse transportado para regiões muito profundas, seria rapidamente destruído, o que está em desacordo com observações da lenta diminuição da abundância do lítio (Monroe et al., 2013) com o tempo, sugerindo que o transporte não deve atingir regiões muito profundas.

Uma previsão do modelo não-padrão de Castro et al. (2008) é um aumento da depleção do lítio em estrelas mais ricas em metais, devido ao aprofundamento da zona convectiva em estrelas com maior conteúdo metálico. Essa previsão teórica foi verificada apenas tentativamente pelo trabalho de Carlos et al. (2016, 2019), que encontrou uma dependência da depleção do lítio com a metalicidade, porém com significância de apenas 2σ . Isso pode ter ocorrido pelo fato da amostra estudada ser composta por estrelas gêmeas solares, com metalicidades muito similares à do Sol. Portanto, para conseguir maior evidência dessa previsão, foi estudado um intervalo mais abrangente de metalicidades, incluindo estrelas mais e menos metálicas que o Sol. Os resultados obtidos poderão colaborar para a elaboração de modelos aprimorados do interior estelar.

Metodologia

2.1 Seleção da amostra

As estrelas da amostra foram selecionadas a partir de uma ampla base de dados do grupo SAMPA (*Stellar Atmospheres, Planets and Abundances*) do IAG/USP, que é composta por parâmetros atmosféricos médios de milhares de estrelas analisadas na literatura. A seleção ocorreu conforme os passos descritos a seguir.

Primeiramente, foram definidos os intervalos de parâmetros atmosféricos de interesse. Como o projeto visou estudar o lítio em estrelas análogas ao Sol e ricas em metais, foi escolhido o intervalo massas $0.95 \leq M \leq 1.07 M_{\odot}$, com logaritmo da gravidade superficial $4.1 \leq \log g \leq 4.6$ dex ($\log g_{\odot} = 4.44$ dex), para restringir as estrelas à sequência principal, e com pelo menos 2 trabalhos publicados na literatura. Para as metalicidades, foram selecionados os intervalos $-0.3 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.15$ e $+0.1 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +0.3$ dex. As metalicidades entre -0.15 e $+0.1$ dex foram cobertas por estrelas da amostra de Carlos et al. (2019). Dessa forma, considerou-se um intervalo de ± 0.3 dex em torno da metalicidade solar ($[\text{Fe}/\text{H}] = 0$ dex). Feita essa pré-seleção, por meio de um histograma de temperaturas, o intervalo de temperaturas selecionado foi $5500 \leq T_{\text{eff}} \leq 5900$ K, que correspondeu às temperaturas mais frequentes e não é muito amplo, para minimizar a diferença entre o espectro solar e o das estrelas da amostra, pois esses espectros passam a ser muito diferentes para temperaturas muito distintas. Além disso, como os espectros utilizados foram do HARPS (*High Accuracy Radial Velocity Planet Searcher*), que é localizado no Hemisfério Sul, adotou-se uma declinação máxima de $+30^{\circ}$ para as estrelas. Dentre as estrelas restantes, foram selecionadas aquelas com mais de 10 observações com razão sinal/ruído (*signal-to-noise ratio*, SNR) individual $\text{SNR} > 40$, de forma que o espectro final (combinado) tenha excelente

SNR (> 400).

As estrelas selecionadas a partir dos critérios anteriores foram inspecionadas no Simbad (CDS, 2021), uma base de dados astronômicos disponibilizada pelo CDS (*Centro de Dados de Strasbourg*) para verificar se possuíam alguma característica que poderia interferir no seu espectro, como por exemplo ser uma binária espectroscópica, caso em que a luz da companheira pode contaminar o espectro da estrela de interesse, estrelas pré sequência principal, ou que apresentem alta rotação, pois nesses casos perde-se a alta precisão do espectro. Também foram verificados os trabalhos publicados sobre essas estrelas, para confirmar se a análise delas eram bem sucedidas ou se haviam indicativos da estrela apresentar características indesejadas, como as mencionadas acima. Nenhuma delas foi rejeitada nesse processo. Ao final, foram selecionadas 41 estrelas para compor a amostra de análogas solares mais ricas em metais.

A massa das estrelas, única informação que não constava na base de dados do grupo, foi calculada utilizando o código *q2* (Ramírez et al., 2014) da linguagem de programação *Python*. Essas massas, além de terem sido utilizadas na seleção da amostra, serviram também para enriquecer a base de dados do grupo e colaborar futuramente para a pesquisa de outros membros.

2.2 Espectros

2.2.1 Seleção e obtenção dos espectros

Foram empregados espectros do HARPS, espectrógrafo instalado no telescópio de 3.6 metros do Observatório La Silla do ESO, com poder de resolução espectral de 120000. Os espectros foram obtidos do *site* da base de dados do ESO (ESO, 2021).

Para realizar espectroscopia de alta precisão, os espectros devem ter alto SNR. Em uma primeira aproximação, a contagem de fótons detectados é proporcional ao quadrado do SNR: $C=(\text{SNR})^2$. Para alcançar uma maior precisão, foram combinados vários espectros, cada um com $\text{SNR} > 40$, dando prioridade àqueles com maior sinal, porém sem ultrapassar 370, pois acima desse valor o espectro pode estar saturado e as contagens detectadas param de se comportar linearmente. O SNR do espectro combinado final pode ser obtido por meio da soma das contagens individuais, isto é, $C_{total} = (\text{SNR}_1)^2 + (\text{SNR}_2)^2 + \dots + (\text{SNR}_n)^2$, de onde obtém-se o sinal/ruído total: $\text{SNR}_{total} = \sqrt{C_{total}}$.

Como haviam muitos espectros disponíveis para as estrelas da amostra, foram baixados aqueles com maior SNR, até que o valor de SNR_{total} fosse próximo de 1000. Não é interessante que esse valor seja muito maior do que 1000, pois nesse ponto se torna mais complicado distinguir características espectrais, já que $\text{SNR} = 1000$ equivale a variações de apenas 0.001 em fluxo normalizado e nesse nível é difícil distinguir entre ruído e inúmeras linhas minúsculas presentes no espectro. Para algumas estrelas não foi possível atingir esse valor, mas em todos os casos a condição $\text{SNR}_{total} > 400$ foi atendida.

Além de escolher espectros com SNR individual razoável, foi tomado o cuidado de distinguir os espectros entre os obtidos antes e depois do *upgrade* do HARPS, realizado em 3 de junho de 2015, pois o instrumento apresenta diferentes modulações no contínuo nos dois casos, devido à troca das suas fibras ópticas. Também foram selecionados espectros de datas diferentes, pois assim foi possível corrigi-los da contaminação de linhas telúricas (as linhas de absorção da atmosfera terrestre). Como essas linhas se localizam em diferentes comprimentos de onda dependendo da data, ao combinar espectros de datas diferentes, o algoritmo entende que essas linhas em localizações distintas são pontos ruins (*outliers*), sendo de certa forma parcial ou totalmente eliminadas.

2.2.2 Tratamento dos espectros

O *site* do ESO disponibiliza espectros reduzidos, com o fluxo fornecido em contagens e já calibrados em comprimento de onda. Porém, foi necessário realizar um tratamento para corrigir os espectros da velocidade radial da estrela (correção *Doppler*) e normalizá-los.

A velocidade radial foi obtida do arquivo de *ccf* (*Cross Correlation Function*), disponibilizado junto com os espectros. Como haviam muitos espectros a serem corrigidos (41 estrelas, com pelo menos 9 espectros para cada uma delas), o processo de correção foi automatizado, isto é, foi feito para todos os espectros de cada estrela de uma só vez, por meio de um *script* e usando o comando *dopcor* do IRAF (Tody, 1986).

Após a correção *Doppler*, os espectros de cada estrela foram combinados, sempre distinguindo entre os espectros de antes e depois do *upgrade* do HARPS, porque eles apresentam diferenças nos seus contínuos. A combinação foi realizada com o comando *scombine* do IRAF, utilizando a média dos espectros, porém ponderados pela mediana das contagens de fótons, com as contagens escaladas de acordo com a mediana, e com a opção de rejeitar pontos ruins. Essas configurações foram adotadas para que pontos com dados considera-

dos ruins, como linhas telúricas, tivessem menor peso na combinação, de forma que fossem atenuados e impactassem menos o espectro combinado. Por esse motivo, é bom ter espectros de observações em datas diferentes, pois as linhas telúricas ficam localizadas em comprimentos de onda distintos, devido à velocidade da Terra em relação ao Sol. Assim, elas têm cada vez menos importância no espectro resultante, permitindo a obtenção de um espectro mais limpo, sem contaminação na região das linhas de interesse.

O último passo do tratamento dos espectros foi a normalização, realizada nos espectros já corrigidos de velocidade radial e combinados, e ainda levando em conta a distinção entre antes e depois do *upgrade* do HARPS. O método empregado foi desenvolvido por membros do grupo SAMPA.

Primeiramente, cada espectro foi dividido em 7 regiões, para que cada uma delas fosse normalizada da melhor forma possível, pois pode ocorrer de a normalização escolhida ser adequada para uma parte do espectro, mas não para outra. As regiões foram definidas nos seguintes intervalos de comprimento de onda (Å): 3782 – 4000; 4000 – 4500; 4500 – 5303; 5338 – 5600; 5600 – 5800; 5800 – 6740 e 6740 – 6913. O intervalo de 5303 – 5338 não foi considerado pois é o local de separação entre os dois detectores do HARPS, onde não há medida de fótons. Cada uma das partes foi normalizada separadamente, utilizando a função `continuum` do IRAF.

Para o número de iterações e outros parâmetros da função, foram utilizados valores sugeridos por membros mais experientes do grupo, os quais já realizaram o procedimento diversas vezes e elaboraram técnicas que permitem uma melhor normalização dos espectros. Quanto à ordem da normalização, isto é, a ordem da *spline cúbica* utilizada para a interpolação na normalização, também foi utilizado o valor sugerido pelo grupo, mas ele foi ligeiramente variado para valores superiores e inferiores, e foi escolhido aquele que, além de visualmente ajustar melhor o espectro, apresentasse o melhor balanço entre ordem e resíduos RMS. Ou seja, a melhor ordem seria aquela cujo ajuste apresentasse menor RMS, mas não para uma ordem muito alta em relação à ordem inicial. Por exemplo, se o valor do RMS diminuísse em 4 unidades de uma ordem para a outra, seria utilizada a ordem posterior, mas o mesmo não seria feito se a diferença de RMS fosse muito pequena, pois o aumento da ordem não compensaria a pequena melhora nos resíduos. Também foi utilizada a escala de *pixels* ao invés de comprimento de onda, pois a construção do polinômio do ajuste da normalização é mais robusta utilizando números inteiros (*pixels*) do que números

decimais (comprimentos de onda).

Por fim, os espectros antes e depois do *upgrade* do HARPS foram combinados, resultando no espectro final. A Figura 2.1 mostra um espectro da estrela HD 106116 como baixado da base de dados do ESO, e sua versão final, utilizada no restante do trabalho.

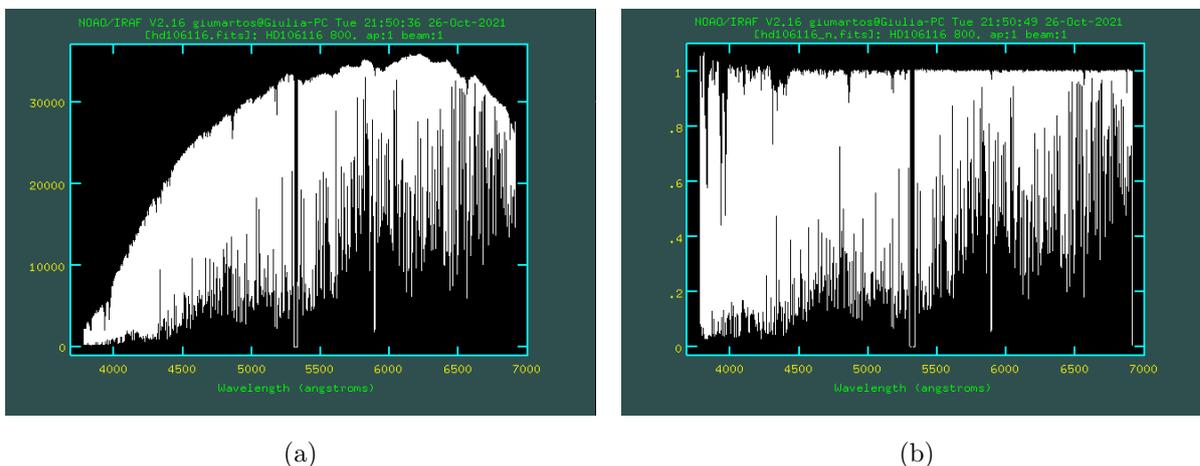


Figura 2.1: (a) Exemplo de um espectro da estrela HD 106116 como baixado da base de dados do ESO, sem correção de velocidade radial e normalização; (b) Espectro combinado final, corrigido da velocidade radial e normalizado.

2.3 Larguras equivalentes

A largura equivalente (EW) de uma linha espectral corresponde à largura de um retângulo com a largura equivalente que possui a mesma quantidade de energia que o perfil da linha. Foram medidas as larguras equivalentes das linhas espectrais de Fe I e Fe II das estrelas com o IRAF, novamente utilizando um *script* para realizar as medidas de forma semiautomática. Com o comando `splot` do IRAF, foi plotado o espectro da estrela, já no intervalo de comprimentos de onda da linha a ser medida, com a linha centralizada no *plot*. Para medir sua largura, seleciona-se a tecla “k” nas duas bordas da linha, a uma altura que corresponde ao contínuo do espectro da estrela, levando em conta também o contínuo do espectro de comparação do Sol. A Figura 2.2 mostra um exemplo de medida de largura equivalente de uma linha espectral do Fe II da estrela HD 212708.

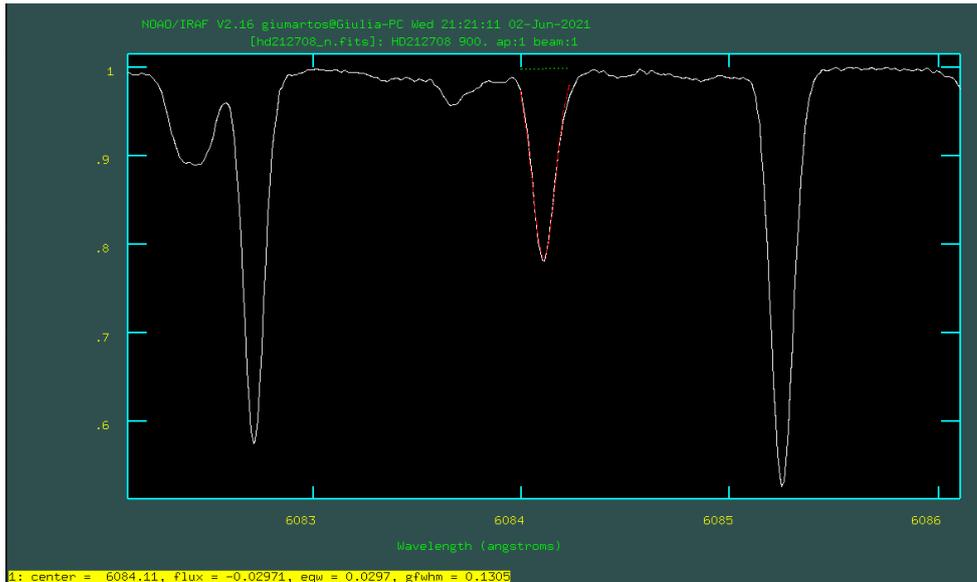


Figura 2.2: Exemplo de medida de largura equivalente de uma linha de Fe II da estrela HD 212708. As informações sobre a medida aparecem na parte inferior esquerda, onde *equ* é a largura equivalente em Å.

Foram medidas as larguras equivalentes de 109 linhas espectrais de Fe I e Fe II da lista de linhas de Meléndez et al. (2014). Para 107 delas, foi utilizado como espectro solar de comparação o espectro de Vesta, e para as outras duas (5793.914 Å e 5927.789 Å) foi utilizado um espectro da Lua. Esses espectros foram escolhidos após uma revisão cuidadosa em torno das linhas de interesse, e foi escolhido aquele que apresentou menor contaminação por linhas telúricas na região.

2.4 Parâmetros atmosféricos

Para a determinação dos parâmetros atmosféricos, foi utilizado o método de análise espectroscópica diferencial, que consiste em obter os valores dos parâmetros em relação a um objeto padrão com características semelhantes ao objeto de interesse. Nesse caso, foi utilizado o Sol como objeto padrão de comparação, pois o estudo se trata de estrelas análogas solares. Essa técnica foi utilizada pois minimiza erros sistemáticos referentes à escolha de modelos estelares, que são cancelados na comparação com modelo semelhante. Na análise diferencial, os principais erros são então devidos às medidas das larguras equivalentes. Daí a importância de uma normalização consistente para todos os espectros e da realização de medidas feitas cuidadosamente e empregando os mesmos critérios para uma determinada linha em todas as estrelas, para minimizar os erros em uma análise diferencial

linha a linha.

Os parâmetros atmosféricos são determinados a partir do equilíbrio espectroscópico, que inclui os equilíbrios de ionização e de excitação. O primeiro é atingido quando abundâncias médias obtidas pelo Fe I e Fe II coincidem, e o segundo ocorre quando não há dependência da abundância diferencial com o potencial de excitação dos átomos (inclinação nula para uma reta de ajuste desses parâmetros).

Um modelo de atmosfera estelar é um modelo que descreve as propriedades físicas de cada camada da atmosfera da estrela, e é necessário para a obtenção dos parâmetros atmosféricos. Foi adotado o modelo de atmosferas de Kurucz (Castelli & Kurucz, 2004), que é um dos mais empregados no estudo de estrelas análogas solares, e já é implementado como uma opção no código *q2*, utilizado para realizar os cálculos.

Como entrada, foram fornecidos um arquivo com uma lista das posições de linhas espectrais de Fe I e Fe II e os valores de largura equivalente correspondentes, e outro arquivo com o nome das estrelas e estimativas iniciais para os parâmetros atmosféricos (foram utilizados os mesmos valores considerados na seleção da amostra, Tabela A.1). O programa amostra diversos valores até que seja atingido o equilíbrio espectroscópico, então os valores convergem para o resultado desejado. São retornados a temperatura efetiva (T_{eff}), logaritmo da gravidade superficial ($\log g$), metalicidade ($[Fe/H]$) e velocidade de microturbulência (v_t), bem como seus erros. Também são produzidos gráficos ilustrando o equilíbrio espectroscópico atingido durante os cálculos, como mostrado na Figura 2.3, para a estrela HD 32724.

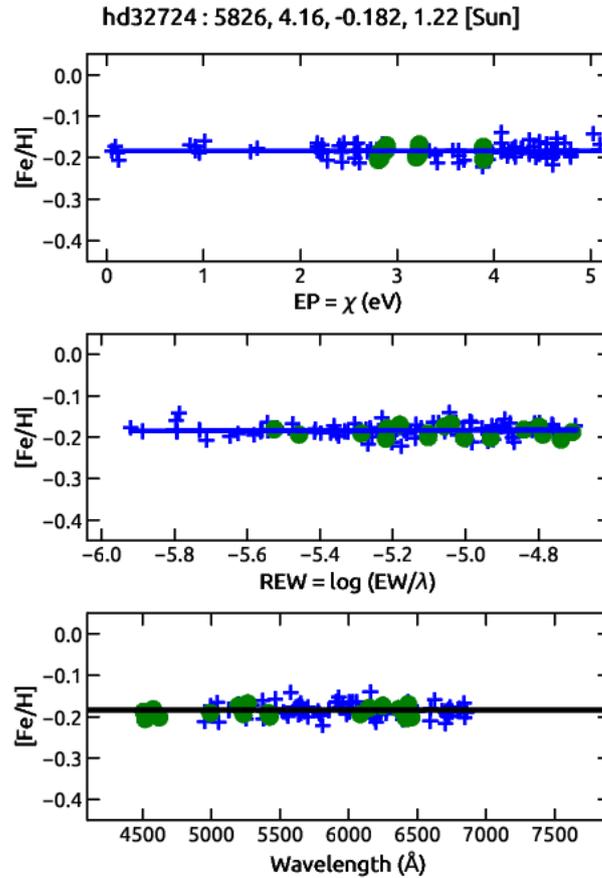


Figura 2.3: Exemplo de saída do *q2* para o cálculo dos parâmetros atmosféricos da estrela HD 32724, mostrando o equilíbrio de excitação das linhas de Fe I para determinar a temperatura (painel superior), o equilíbrio entre as linhas fracas e fortes para a determinação da velocidade de microturbulência (painel do meio), e o equilíbrio de ionização entre as linhas de Fe I (cruzes azuis) e Fe II (círculos verdes), mostrado nos três painéis. As linhas sólidas azuis nos painéis superior e do meio são ajustes de Fe I, e a linha sólida preta no painel inferior corresponde à média de abundância de ferro (metalicidade). Na parte superior são mostrados os valores encontrados para T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ e v_t .

2.5 Idades, massas e massas convectivas

A idade e a massa das estrelas foram calculadas utilizando isócronas de Yonsei-Yale (Yi et al., 2001; Demarque et al., 2004), já implementadas no *q2*. O método utilizado para o cálculo envolveu o $\log g$ e a magnitude V das estrelas em conjunto com a paralaxe. Esse método de cálculo em conjunto retorna resultados mais confiáveis, pois utiliza distribuição de probabilidades tanto do $\log g$ quanto da paralaxe. O $\log g$ também apresenta certa degenerescência com a T_{eff} e a velocidade de microturbulência, então utilizar a paralaxe junto diminui esse efeito. As paralaxes e magnitudes V utilizadas foram do Gaia Data Release 2 (Brown et al., 2018) e do catálogo Tycho (Høg et al., 2000), respectivamente. A

Figura 2.4 mostra a comparação entre os métodos de cálculo da idade. É possível notar que o método que utiliza apenas o $\log g$ parece induzir algum erro sistemático nos resultados, pois os valores apresentam um deslocamento em relação ao método que utiliza $\log g$ e paralaxe juntos.

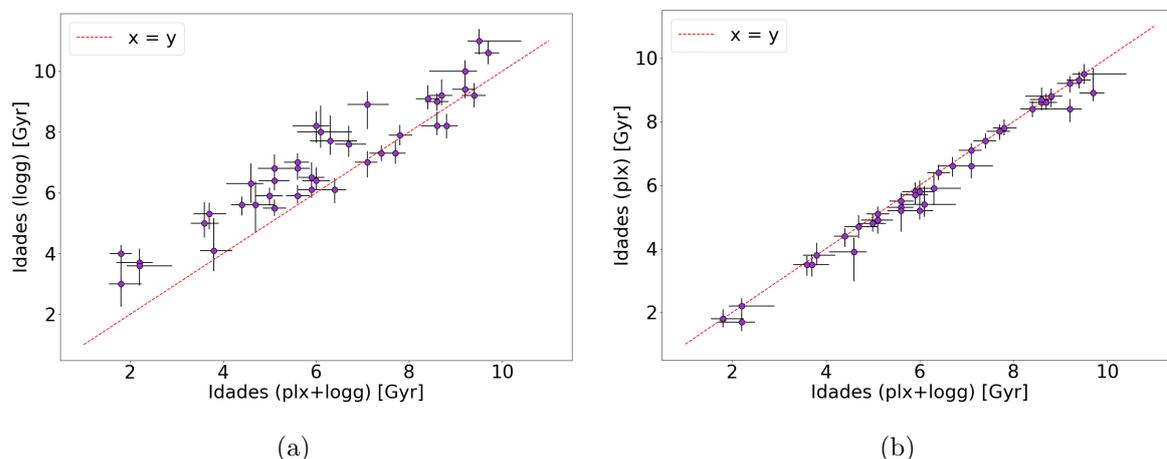


Figura 2.4: (a) Comparação entre as idades calculadas apenas com $\log g$ e com $\log g$ e paralaxe em conjunto; (b) Comparação entre as idades calculadas apenas com a paralaxe e com $\log g$ e paralaxe em conjunto.

Como saída do programa, foi retornada a distribuição de probabilidades dos valores encontrados, ilustrada na Figura 2.5, e também o valor mais provável e os valores extremos dos intervalos equivalentes aos desvio-padrões de $\pm 1\sigma$ e $\pm 2\sigma$. Foram adotados para a idade e a massa o valor mais provável da distribuição, com o erro sendo dado pela diferença entre os valores considerando $\pm 1\sigma$ e o valor mais provável.

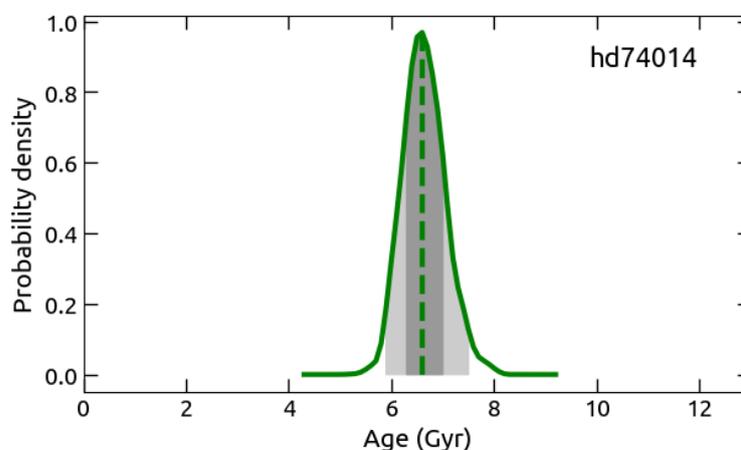


Figura 2.5: Exemplo de saída do $q2$ para o cálculo da idade da estrela HD 74014, mostrando a distribuição de probabilidades das idades (curva verde), o valor mais provável (linha tracejada verde) e as regiões sombreadas que englobam os intervalos equivalentes de $\pm 1\sigma$ e $\pm 2\sigma$.

As massas convectivas foram calculadas com o código *terra* (Galarza et al., 2016), que interpola os valores de metalicidade e massa da estrela com valores teóricos tabelados de cálculos da dependência da massa convectiva com a massa e a metalicidade para estrelas do tipo solar.

2.6 Abundância de lítio

2.6.1 Síntese Espectral

A abundância de lítio ($A(\text{Li})$) das estrelas foi determinada via síntese espectral, pois a linha característica do lítio em 6707.8 \AA é um *blend* de linhas de várias espécies, como CN, C_2 e ferro. Por esse motivo, é necessário ajustar todos esses elementos simultaneamente para obter o perfil da linha desejada.

Foi empregado o código de transferência radiativa MOOG (Snedden et al., 2012), que utiliza um modelo de fotosfera e uma lista de linhas espectrais em torno da linha característica do elemento de interesse para resolver a equação de transferência radiativa e obter um espectro sintético para a estrela. O código também requer um arquivo de parâmetros estelares, que inclui a velocidade projetada da estrela ($v \text{ sini}$), relevante para o alargamento das linhas. Foi adotado novamente o modelo de atmosferas de Kurucz, gerado com um código interpolador em linguagem *Fortran* para os valores de T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ e v_t das estrelas. Em particular, o modelo empregado apresentava, para cada valor de profundidade óptica (cada camada), os valores de temperatura, pressão de gás e densidade de elétrons.

O MOOG gera espectros sintéticos que reproduzem as linhas espectrais formadas pela absorção dos fótons provenientes do interior estelar pelos átomos presentes na atmosfera estelar, o que depende da composição química da estrela. Assim, dependendo do valor da abundância dos elementos, as intensidades das linhas variam. Por esse motivo, o programa foi executado diversas vezes para diferentes valores de abundâncias das espécies que têm influência no espectro na região da linha característica do lítio (principalmente C e N, pelas moléculas C_2 e CN, e o ferro). Além de variar as abundâncias do lítio e dos elementos do entorno a cada execução, também foram feitos pequenos deslocamentos no contínuo e translações do espectro observado para que ele se aproximasse do contínuo do espectro sintético e para que ficasse perfeitamente centralizado.

Cada espectro sintético gerado era comparado com o espectro observado, e as abundâncias

foram modificadas até que a diferença entre ambos os espectros fossem as mínimas possíveis. Essas diferenças foram determinadas visualmente e também analisando o RMS do ajuste a cada iteração. Os valores de abundância dos elementos que resultaram no melhor espectro sintético foram adotados como a abundância presente na estrela. Um exemplo de síntese espectral realizada para a estrela HD 31527 é mostrado na Figura 2.6.

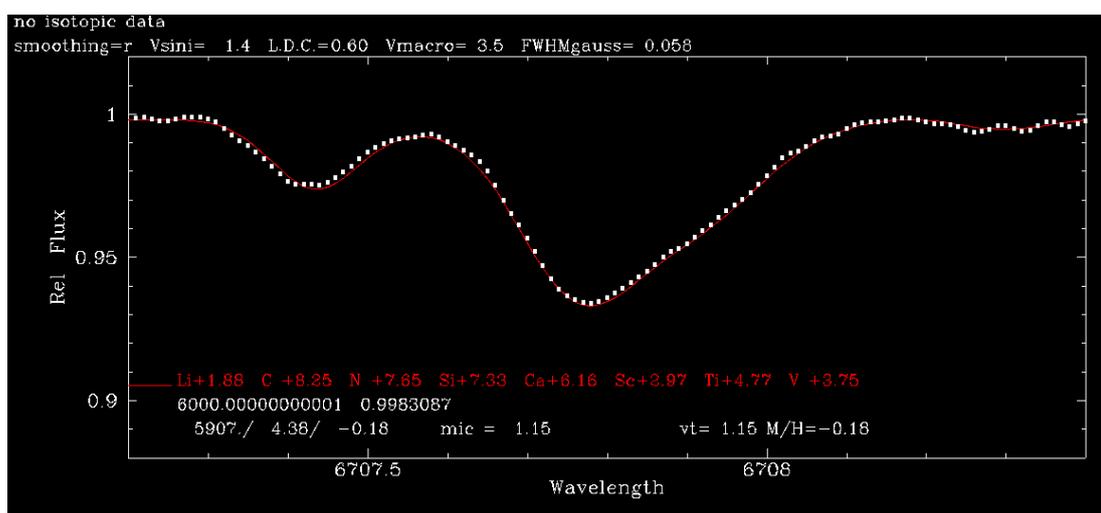


Figura 2.6: Exemplo de síntese espectral feita com o MOOG para a estrela HD 31527. A curva vermelha é o espectro sintético gerado de acordo com o modelo de atmosfera, associado aos parâmetros atmosféricos da estrela, e as abundâncias químicas fornecidas ao programa. Os pontos brancos correspondem ao espectro observado. É mostrada uma linha de ferro mais à esquerda, e a linha de lítio em 6707.8 Å.

2.6.2 Erros das abundâncias

O erro da abundância de lítio foi estimado como sendo a soma quadrática dos erros sistemáticos com os erros observacionais (ou de medida), isto é, $\sigma_{A(Li)}^{-,+} = \sqrt{\sum \sigma_{sist}^2 + (\sigma_{obs}^{-,+})^2}$, e foram separados em erro inferior (-) e superior (+).

O erro observacional está relacionado ao processo de medida da abundância pela linha do lítio. Variando ligeiramente o contínuo e as abundâncias dos elementos, são gerados espectros distintos, porém vários deles podem ajustar o espectro observado. O erro observacional inferior foi definido como a diferença entre o melhor valor ajustado para a abundância de lítio e o menor valor razoável de ajuste considerando pequenas variações do espectro sintético ($\sigma_{obs}^- = A(Li)_{melhor} - A(Li)_{inf}$). De forma similar, o erro observacional superior foi definido como a diferença entre o maior valor razoável de ajuste e o melhor valor ($\sigma_{obs}^+ = A(Li)_{sup} - A(Li)_{melhor}$).

Já os erros sistemáticos estão relacionados aos erros dos parâmetros atmosféricos uti-

lizados para gerar o modelo de atmosferas: $\sigma_{sist}^2 = \sigma_{T_{eff}}^2 + \sigma_{logg}^2 + \sigma_{[Fe/H]}^2 + \sigma_{v_t}^2$. Ou seja, a soma quadrática dos erros devido ao erro na determinação de T_{eff} , $\log g$, $[Fe/H]$ e v_t , respectivamente. Sabe-se que esses parâmetros podem afetar o valor das abundâncias, por exemplo, a $A(Li)$ é diretamente proporcional à temperatura da estrela. Para o cálculo do erro sistemático, foram gerados novos modelos de atmosferas variando um dos parâmetros por vez, e a abundância de lítio foi novamente calculada. O erro foi adotado como sendo a diferença entre a nova abundância obtida e aquela já calculada com o modelo que considerou os parâmetros atmosféricos sem seus erros.

Exemplificando, para avaliar o erro da $A(Li)$ devido ao erro da temperatura, foi gerado um novo modelo atmosférico utilizando a temperatura $T_{eff} + \sigma_{T_{eff}}$, com os demais parâmetros fixos, e a abundância de lítio foi calculada novamente utilizando o novo modelo. O erro foi definido então como $\sigma_{T_{eff}} = A(Li, T = T_{eff} + \sigma_{T_{eff}}) - A(Li, T = T_{eff})$. Esse processo foi feito para algumas estrelas representativas (HD 190647, HD 212708, HD 28185, HD 76151, HD 114729, HD 13612B, HD 31527 e HD 67458) e interpolado para as demais estrelas. As estrelas representativas foram escolhidas de forma que os erros nos parâmetros fossem variados pois, assim, o intervalo de dados na interpolação ficaria melhor distribuído. O procedimento foi feito apenas somando o erro do parâmetro ($T_{eff} + \sigma_{T_{eff}}$) e não também com a subtração ($T_{eff} - \sigma_{T_{eff}}$) pois, como a linha de lítio é fraca, considerou-se um regime linear. Então, variações positivas e negativas teriam praticamente o mesmo efeito.

2.6.3 Correção NLTE

Para realizar a síntese espectral, o MOOG supõe que a formação das linhas espectrais ocorre sob equilíbrio termodinâmico local (LTE). Nessa condição, considera-se que os níveis de energia dos átomos são populados pelos elétrons de acordo com a Equação de Saha (ionização) e a Equação de Boltzmann (excitação), para determinada temperatura e pressão da atmosfera estelar. Assim, é possível conhecer estatisticamente como os elétrons populam os níveis de energia dos átomos e, portanto, é possível determinar a intensidade e a forma das linhas espectrais.

Apesar do cenário LTE ser uma boa aproximação, na realidade as linhas espectrais são formadas sem a existência desse equilíbrio (NLTE: non-LTE). Na alta atmosfera estelar, que apresenta baixa densidade, não há colisões suficientes entre os átomos para estabelecer

o equilíbrio entre os diferentes processos de absorção e emissão. Por isso, é necessário realizar uma correção NLTE nos valores de abundâncias químicas obtidos com o MOOG.

Para a correção, foi utilizado o INSPECT (INSPECT, 2022), que possui uma grade de cálculos de valores de abundâncias tanto em NLTE e quanto em LTE, adotando diversos parâmetros atmosféricos. Dessa forma, é possível interpolar os valores de abundância LTE obtidos com o MOOG e obter o valor da correção, que deve ser somado à abundância LTE para obter a abundância NLTE. Com esse procedimento, a quantidade de lítio detectada na estrela corresponderá melhor aos processos que ocorrem em seu interior. Na análise, a abundância de lítio considerada foi a corrigida.

O erro sistemático referente à correção NLTE foi descartado pois, na maioria dos casos, os erros dos parâmetros atmosféricos são muito pequenos, o que implicaria em erros NLTE desprezíveis, e o erro observacional da abundância é de ordem maior.

Resultados e análise

A Tabela A.1 mostra os parâmetros atmosféricos das 41 estrelas selecionadas para a amostra, de acordo com os critérios descritos na Seção 2.1. Esses valores, consultados na base de dados do grupo, foram utilizados apenas para a seleção da amostra. No estudo, foram adotados os valores calculados com o $q2$ (Tabela B.1). Além dos parâmetros atmosféricos calculados, os resultados para a abundância de lítio das estrelas, massa convectiva e idades também são mostrados na Tabela B.1.

As diferenças médias e dispersão das diferenças (desvio-padrão) entre os valores usados como base para a seleção da amostra (médias da literatura) e os calculados com o $q2$ para T_{eff} , $\log g$, massa e metalicidade foram (11 ± 14) K, (0.02 ± 0.01) dex, (0.05 ± 0.03) M_{\odot} e (0.015 ± 0.011) dex, respectivamente. Portanto, todos os valores calculados estão de acordo com a média da literatura, dentro de um intervalo de 2σ .

A amostra selecionada e a amostra de estrelas de Carlos et al. (2019), bem como os resultados obtidos, foram analisados em conjunto, com o objetivo de cobrir completamente a região de metalicidades entre -0.3 e +0.3 dex. Portanto, no total, 118 estrelas fizeram parte da análise. Foram realizados ajustes lineares para obter a correlação entre a abundância de lítio, idade e metalicidade das estrelas. Essas grandezas foram ajustadas individualmente e em conjunto, sendo a idade em unidades de G ano, e a abundância e a metalicidade dadas em dex. As correlações obtidas são mostradas pelas Equações 3.1, 3.2 e 3.3.

$$A(Li) = (-0.16 \pm 0.02) * Idade + (2.11 \pm 0.11), \quad (3.1)$$

$$A(Li) = (-1.73 \pm 0.36) * [Fe/H] + (1.24 \pm 0.05), \quad (3.2)$$

$$A(\text{Li}) = (-0.19 \pm 0.01) * \text{Idade} - (2.36 \pm 0.22) * [\text{Fe}/\text{H}] + (2.31 \pm 0.08). \quad (3.3)$$

Como os coeficientes angulares dos ajustes são negativos, conclui-se que há uma diminuição do conteúdo de lítio das estrelas tanto com a metalicidade quanto com a idade. Em particular, o decaimento com a idade já era esperado do estudo de Carlos et al. (2019), que obteve a relação $A(\text{Li}) = (-0.20 \pm 0.02) * \text{Idade} + (2.44 \pm 0.10)$. Comparando com a Equação 3.1, concluímos que os parâmetros de ajuste são compatíveis dentro do intervalo de 2σ para o coeficiente angular, e de 3σ para o coeficiente linear. O comportamento de depleção de lítio com a idade e metalicidade também pode ser verificado nas Figuras 3.1, 3.2 e 3.3.

Na Figura 3.1, fica clara a diminuição da abundância do lítio com a idade, como esperado. Nota-se que as estrelas com menor metalicidade (triângulos rosa) e menor massa convectiva (símbolos menores) estão mais concentradas na parte superior do gráfico, enquanto as estrelas com maior metalicidade (símbolo de estrela violeta) e maior massa convectiva (símbolos de tamanho maior) estão mais concentradas na parte inferior, na região de menores abundâncias. A interpretação é que estrelas mais metálicas e com maior camada/massa convectiva apresentam menor conteúdo de lítio.

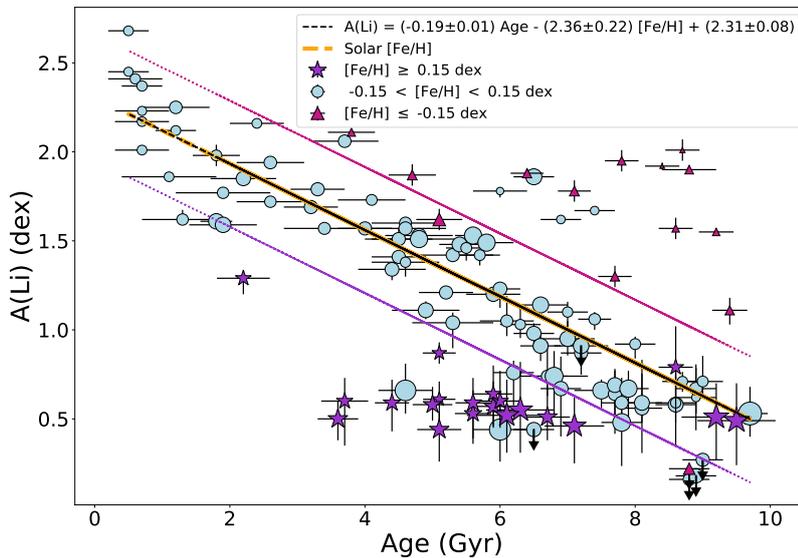


Figura 3.1: Comportamento da abundância de lítio NLTE em função da idade. As linhas rosa e violeta são as curvas de isometalicidade de -0.15 e 0.15 dex, respectivamente, obtidas pela substituição desses valores de metalicidade na Equação 3.3. A linha laranja corresponde à metalicidade solar, e coincide com o ajuste encontrado para $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$ dex. As faixas de metalicidade estão separadas por símbolos e cores distintos para cada intervalo. O tamanho dos símbolos é proporcional ao tamanho da zona convectiva. Os dados com setas apontando para baixo correspondem a limites superiores de abundâncias.

Na Figura 3.2 é apresentado um comportamento similar ao da Figura 3.1, mas agora em função da metalicidade. Além disso, percebe-se que as estrelas representadas por símbolos maiores estão concentradas mais à direita do gráfico, na parte correspondente a maiores metalicidades. Ou seja, as estrelas mais metálicas possuem maior camada convectiva e menor abundância de lítio, como previsto por Castro et al. (2008).

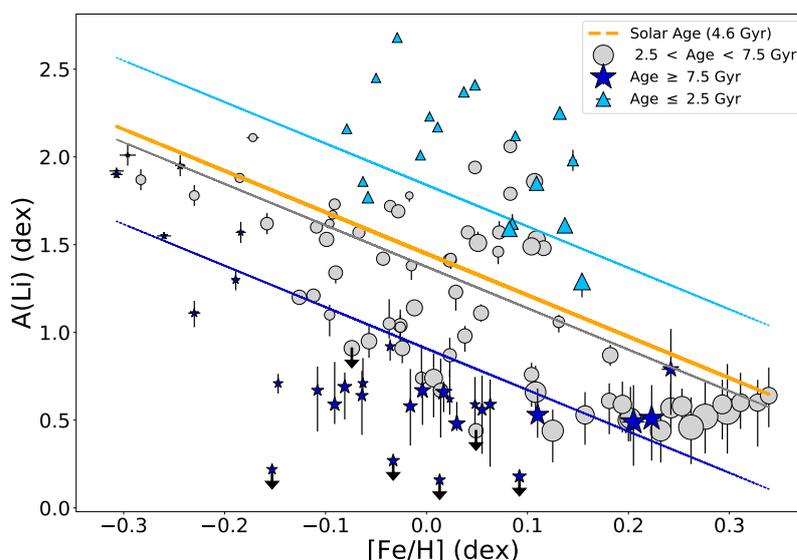


Figura 3.2: Comportamento da abundância de lítio NLTE em função da metalicidade. As linhas azuis clara e escura são as curvas isócronas de 2.5 e 7.5 G anos, respectivamente, obtidas pela substituição desses valores de idade na Equação 3.3. A linha laranja corresponde à idade solar (4.6 G anos), e a linha cinza é a isócrona de 5 G anos. As faixas de idades estão separadas por símbolos e cores distintos para cada intervalo. O tamanho dos símbolos é proporcional ao tamanho da zona convectiva. Os dados com setas apontando para baixo correspondem a limites superiores de abundâncias.

Para ilustrar a depleção do lítio com a metalicidade, foram escolhidas três estrelas representativas, HD 145809, HD 32724 e HD 30306, que têm metalicidades bem distribuídas no intervalo analisado, e idades próximas, para que a visualização não seja afetada por variações do lítio devido à diferença de idades das estrelas. O espectro dessas estrelas próximo à linha do lítio é mostrado na Figura 3.3, junto com uma linha de Fe I. É possível notar que quanto mais metálica a estrela, isto é, quanto mais profunda a linha de ferro, menos intensa é a linha de lítio, pois este é mais depletado para estrelas ricas em metais, como visto anteriormente.

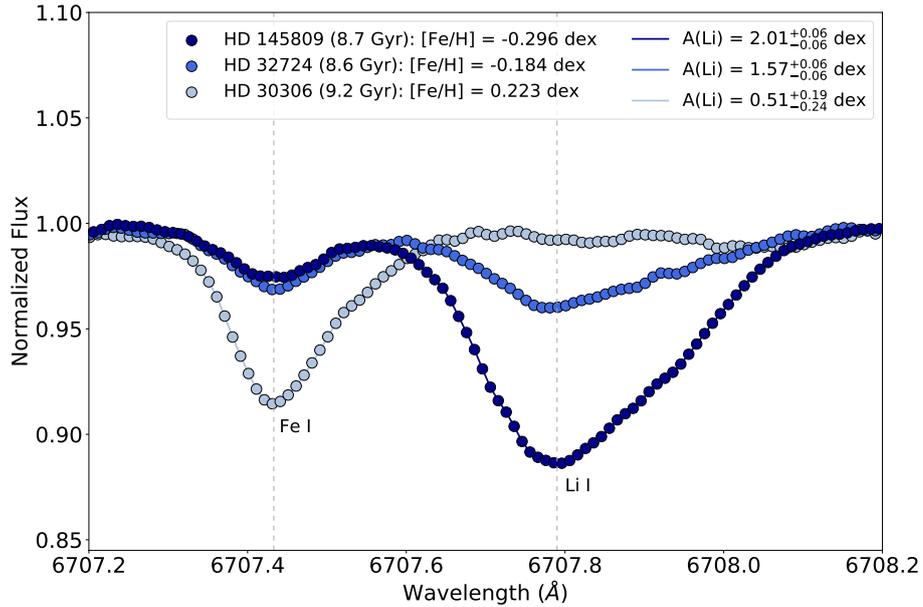


Figura 3.3: Espectros das estrelas de idades similares HD 145809, HD 32724 e HD 30306 na região próxima à linha do lítio em 6707.8 Å. À esquerda, está uma linha de Fe I. Para uma determinada idade, quanto maior a metalicidade da estrela, menor o conteúdo de lítio.

Para verificar se houve alguma tendência nos resultados pelo fato das estrelas pertencerem a diferentes populações estelares, foi utilizado um código em *Fortran*, escrito originalmente pelo Prof. Dr. Alan Alves-Brito e modificado pelo Prof. Dr. Jorge Meléndez, que calcula as velocidades galácticas da estrela e a probabilidade de ela pertencer ao disco fino, disco espesso ou ao halo da Galáxia. Para o cálculo, foram fornecidos dados de posição, paralaxe, movimento próprio e velocidade radial das estrelas, todos do Gaia Data Release 2 (Brown et al., 2018; Soubiran et al., 2018).

A Figura 3.4 mostra a probabilidade das estrelas pertencerem ao disco fino em função da metalicidade e da idade. É possível ver que a probabilidade de ser do disco espesso aumenta para estrelas mais velhas, o que está de acordo com o esperado, pois o disco espesso da Galáxia é uma componente mais antiga que o disco fino.

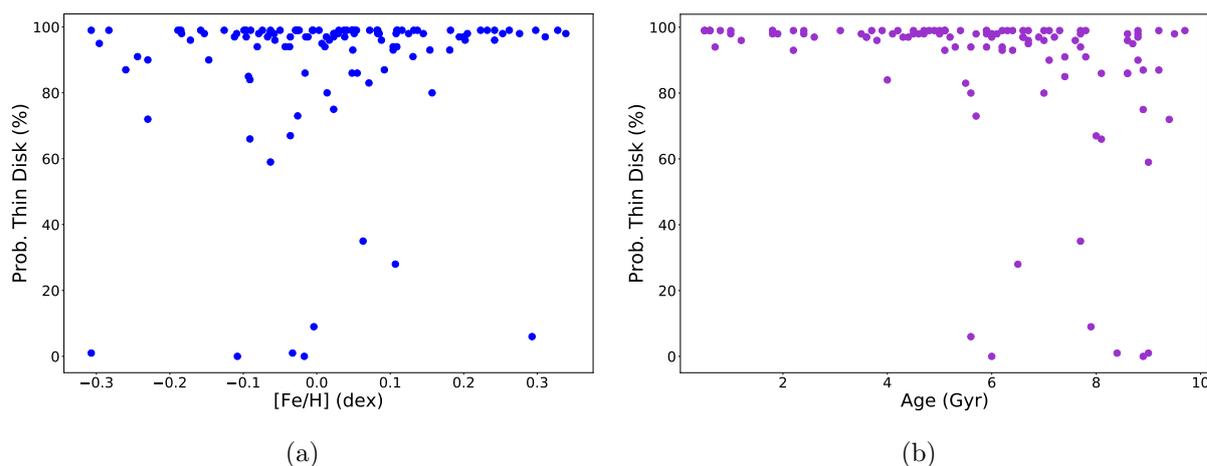


Figura 3.4: Probabilidade das estrelas serem do disco fino da Galáxia em função da (a) metalicidade; (b) idade.

Os resultados para as 118 estrelas analisadas estão na Tabela C.1. De acordo com os cálculos, cerca de 80% das estrelas têm probabilidade maior que 90% de estarem no disco fino. Apenas 8 estrelas têm probabilidade maior que 50% de serem do disco espesso. Portanto, podemos concluir que não há tendência significativa nos resultados devido à localização das estrelas, pois a maioria delas está no disco fino da Galáxia.

Conclusão

O projeto teve como objetivo estudar e aplicar técnicas de espectroscopia para a análise da composição química de estrelas e estudar o elemento químico lítio em estrelas análogas ao Sol, mas ricas em metais.

Foi selecionada uma amostra de 41 estrelas, e seus espectros foram tratados para a correção *Doppler* e normalização com o IRAF, que também foi utilizado para medir larguras equivalentes das linhas espectrais de ferro. Os parâmetros atmosféricos, massas e idades foram calculados com o método de espectroscopia diferencial, usando o código *q2*. A abundância de lítio foi calculada via síntese espectral em torno da linha em 6707.8 Å, com auxílio do código MOOG.

Os parâmetros atmosféricos das estrelas foram obtidos em excelente acordo com a média de resultados da literatura, com diferenças médias e dispersão de T_{eff} , $\log g$, massa e metalicidade de (11 ± 14) K, (0.02 ± 0.01) dex, $(0.05 \pm 0.03) M_{\odot}$ e (0.015 ± 0.011) dex, respectivamente. Após a análise em conjunto com resultados de abundâncias já publicados na literatura, foi possível confirmar a depleção do lítio com a idade e a metalicidade estelar, já que foi encontrada uma correlação negativa entre essas grandezas. Também encontramos que não há tendência nos resultados devido à localização das estrelas na Galáxia.

Assim, conclui-se que o projeto cumpriu com seus objetivos estipulados. Os resultados atingidos poderão contribuir, no futuro, para a elaboração de modelos de transporte no interior estelar, refinando os modelos atuais que não preveem destruição do lítio com a idade e a metalicidade da estrela. Como perspectiva, temos planejado escrever um artigo para a revista MNRAS com os resultados obtidos.

Referências Bibliográficas

- Andrássy, R. & Spruit, H. C. 2015, *Astronomy & Astrophysics*, 579, A122
- Brown, A. G. A., Vallenari, A., Prusti, T., et al. 2018, *Astronomy & Astrophysics*, 616, A1
- Carlos, M., Meléndez, J., Spina, L., et al. 2019, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 485, 4052
- Carlos, M., Nissen, P. E., & Meléndez, J. 2016, *Astronomy & Astrophysics*, 587, A100
- Castelli, F. & Kurucz, R. L. 2004
- Castro, M., Vauclair, S., Richard, O., & Santos, N. C. 2008, *Astronomy & Astrophysics*, 494, 663
- CDS. 2021, SIMBAD Astronomical Database - CDS (Strasbourg), <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>
- Charbonnel, C. 2005, *Science*, 309, 2189
- Demarque, P., Kim, Y.-C., & Yi, S. K. 2004, *Astrophysics and Space Science*, 291, 261
- Denissenkov, P. A. 2010, *The Astrophysical Journal*, 719, 28
- do Nascimento, J. D., Castro, M., Meléndez, J., et al. 2009, *Astronomy & Astrophysics*, 501, 687
- ESO. 2021, ESO Science Archive Facility, http://archive.eso.org/wdb/wdb/adp/phase3_main/form

- Galarza, J. Y., Meléndez, J., & Cohen, J. G. 2016, *A&A*, 589, A65
- Høg, E., Fabricius, C., Makarov, V. V., et al. 2000, *A&A*, 355, L27
- INSPECT. 2022, A database for Interactive NLTE Spectroscopy of late-type stars., <http://www.inspect-stars.com/index.php>
- Meléndez, J., Ramírez, I., Karakas, A. I., et al. 2014, *The Astrophysical Journal*, 791, 14
- Meléndez, J., Schirbel, L., Monroe, T. R., et al. 2014, *Astronomy & Astrophysics*, 567, L3
- Monroe, T. R., Meléndez, J., Ramírez, I., et al. 2013, *The Astrophysical Journal*, 774, L32
- Ramírez, I., Meléndez, J., Bean, J., et al. 2014, *Astronomy & Astrophysics*, 572, A48
- Snedden, C., Bean, J., Ivans, I., Lucatello, S., & Sobeck, J. 2012, *Astrophysics Source Code Library*, 02009
- Soubiran, C., Jasniewicz, G., Chemin, L., et al. 2018, *Astronomy & Astrophysics*, 616, A7
- Tody, D. 1986, in *Instrumentation in Astronomy VI*, ed. D. L. Crawford, Vol. 0627, International Society for Optics and Photonics (SPIE), 733 – 748
- Xiong, D. R. & Deng, L. 2008, *Proceedings of the International Astronomical Union*, 4, 61
- Yi, S., Demarque, P., Kim, Y.-C., et al. 2001, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 136, 417

Apêndice

Apêndice A

Amostra selecionada

Tabela A.1 - Estrelas selecionadas para amostra de análogas solares. São mostrados os parâmetros médios da literatura.

HIP	HD	T_{eff} (K)	$\log g$ (dex)	[Fe/H] (dex)	Massa (M_{\odot})
1499	1461	5740	4.36	0.19	1.06
20723	28185	5665	4.40	0.23	1.04
21731	30306	5554	4.36	0.23	0.99
29271	43834	5565	4.46	0.11	0.96
31540	47186	5655	4.32	0.23	1.04
39298	66221	5616	4.37	0.18	1.00
40952	70642	5688	4.41	0.19	1.03
42011	72769	5613	4.31	0.31	1.05
42634	74014	5573	4.36	0.23	1.00
43726	76151	5770	4.47	0.10	1.03
50534	89454	5710	4.49	0.12	1.02
56572	100777	5548	4.34	0.28	1.00
59532	106116	5659	4.38	0.13	1.00
60729	108309	5762	4.17	0.12	1.06
65808	117207	5652	4.31	0.23	1.04
74653	134606	5628	4.34	0.29	1.05
77358	140901	5608	4.46	0.12	0.98
87116	161612	5605	4.43	0.16	0.99

Continua na próxima página

Tabela A.1 - Estrelas selecionadas para amostra de análogas solares. São mostrados os parâmetros médios da literatura.

HIP	HD	T_{eff} (K)	$\log g$ (dex)	[Fe/H] (dex)	Massa (M_{\odot})
96854	185615	5567	4.35	0.11	0.95
99115	190647	5614	4.12	0.22	1.06
105483	203384	5560	4.39	0.27	1.01
105606	203432	5615	4.36	0.30	1.04
106006	204313	5757	4.37	0.18	1.06
107985	207832	5723	4.49	0.15	1.03
109378	210277	5538	4.37	0.23	0.99
110843	212708	5661	4.33	0.29	1.06
22905	31527	5898	4.39	-0.18	0.99
23627	32724	5826	4.22	-0.18	0.97
34065	53705	5807	4.34	-0.22	0.95
39710	67458	5893	4.48	-0.17	1.00
44896	78612	5831	4.21	-0.23	0.96
47225	83529	5895	4.33	-0.23	0.97
53837	95521	5768	4.47	-0.15	0.96
54400	96700	5854	4.37	-0.18	0.97
64459	114729	5829	4.13	-0.28	0.98
65737	117105	5894	4.36	-0.30	0.95
79524	145809	5779	4.15	-0.25	0.96
102664	198075	5833	4.53	-0.26	0.96
110109	211415	5822	4.39	-0.24	0.95
39330	66653	5846	4.44	0.12	1.06
10303	13612 B	5730	4.41	0.11	1.01

Apêndice B

Abundâncias, parâmetros atmosféricos, massas e idades

Tabela B.1 - Abundância de lítio, idade, massa, massa convectiva e parâmetros atmosféricos obtidos

HD	A(Li) NLTE (dex)	Idade (G anos)	Massa (M_{\odot})	M. conv. (M_{\odot})	[Fe/H] (dex)	T_{eff} (K)	log g (dex)	v_t (kms^{-1})
100777	$0.55^{+0.27}_{-0.24}$	$6.30^{+0.57}_{-0.44}$	$1.01^{+0.02}_{-0.01}$	$0.045^{+0.003}_{-0.002}$	0.298 ± 0.010	5552 ± 9	4.32 ± 0.02	0.88 ± 0.03
106116	$0.53^{+0.13}_{-0.17}$	$5.60^{+0.26}_{-0.27}$	$1.02^{+0.01}_{-0.01}$	$0.032^{+0.002}_{-0.002}$	0.157 ± 0.004	5681 ± 4	4.34 ± 0.01	0.98 ± 0.01
108309	$1.06^{+0.04}_{-0.06}$	$7.40^{+0.23}_{-0.26}$	$1.08^{+0.01}_{-0.02}$	$0.020^{+0.002}_{-0.003}$	0.131 ± 0.005	5789 ± 5	4.18 ± 0.01	1.13 ± 0.01
117207	$0.57^{+0.14}_{-0.12}$	$5.90^{+0.28}_{-0.28}$	$1.04^{+0.01}_{-0.01}$	$0.035^{+0.003}_{-0.002}$	0.242 ± 0.007	5659 ± 7	4.30 ± 0.02	0.97 ± 0.02
134606	$0.60^{+0.17}_{-0.15}$	$6.00^{+0.30}_{-0.30}$	$1.05^{+0.02}_{-0.01}$	$0.031^{+0.003}_{-0.002}$	0.311 ± 0.008	5625 ± 9	4.29 ± 0.02	0.97 ± 0.02
140901	$0.66^{+0.15}_{-0.13}$	$4.60^{+0.27}_{-0.53}$	$0.98^{+0.01}_{-0.01}$	$0.036^{+0.003}_{-0.003}$	0.108 ± 0.004	5624 ± 4	4.42 ± 0.01	1.00 ± 0.01
1461	$0.87^{+0.06}_{-0.06}$	$5.10^{+0.26}_{-0.23}$	$1.06^{+0.01}_{-0.01}$	$0.027^{+0.003}_{-0.001}$	0.182 ± 0.003	5751 ± 4	4.33 ± 0.01	1.01 ± 0.01
161612	$0.50^{+0.10}_{-0.12}$	$3.60^{+0.31}_{-0.29}$	$1.02^{+0.01}_{-0.01}$	$0.036^{+0.002}_{-0.003}$	0.200 ± 0.007	5620 ± 5	4.42 ± 0.02	0.85 ± 0.02
185615	$0.53^{+0.15}_{-0.13}$	$9.70^{+0.24}_{-0.29}$	$0.96^{+0.01}_{-0.02}$	$0.040^{+0.002}_{-0.003}$	0.110 ± 0.007	5578 ± 7	4.28 ± 0.02	0.93 ± 0.02
190647	$0.79^{+0.23}_{-0.26}$	$8.60^{+0.25}_{-0.26}$	$1.07^{+0.02}_{-0.01}$	$0.029^{+0.003}_{-0.002}$	0.242 ± 0.009	5615 ± 11	4.09 ± 0.02	1.07 ± 0.02
203384	$0.52^{+0.20}_{-0.21}$	$6.10^{+0.67}_{-0.51}$	$1.01^{+0.01}_{-0.01}$	$0.044^{+0.003}_{-0.003}$	0.276 ± 0.010	5560 ± 10	4.31 ± 0.02	0.94 ± 0.03
203432	$0.60^{+0.13}_{-0.25}$	$3.70^{+0.36}_{-0.33}$	$1.06^{+0.01}_{-0.02}$	$0.030^{+0.002}_{-0.003}$	0.328 ± 0.007	5646 ± 6	4.37 ± 0.02	1.01 ± 0.02
204313	$0.61^{+0.10}_{-0.19}$	$5.10^{+0.23}_{-0.25}$	$1.06^{+0.01}_{-0.01}$	$0.027^{+0.002}_{-0.002}$	0.181 ± 0.005	5760 ± 5	4.32 ± 0.01	1.03 ± 0.01
207832	$1.29^{+0.03}_{-0.09}$	$2.20^{+0.29}_{-0.50}$	$1.04^{+0.01}_{-0.01}$	$0.029^{+0.003}_{-0.002}$	0.154 ± 0.004	5730 ± 4	4.44 ± 0.01	1.01 ± 0.01
210277	$0.49^{+0.21}_{-0.25}$	$9.50^{+0.91}_{-0.25}$	$0.97^{+0.01}_{-0.02}$	$0.047^{+0.003}_{-0.004}$	0.205 ± 0.011	5513 ± 10	4.26 ± 0.03	0.91 ± 0.03
212708	$0.59^{+0.14}_{-0.20}$	$5.60^{+0.27}_{-0.25}$	$1.07^{+0.01}_{-0.01}$	$0.033^{+0.003}_{-0.003}$	0.293 ± 0.008	5671 ± 8	4.27 ± 0.02	1.00 ± 0.02
28185	$0.44^{+0.10}_{-0.18}$	$5.10^{+0.32}_{-0.33}$	$1.03^{+0.02}_{-0.01}$	$0.036^{+0.003}_{-0.002}$	0.232 ± 0.007	5655 ± 6	4.32 ± 0.02	0.96 ± 0.02
30306	$0.51^{+0.19}_{-0.24}$	$9.20^{+0.26}_{-0.77}$	$0.98^{+0.01}_{-0.01}$	$0.046^{+0.003}_{-0.003}$	0.223 ± 0.008	5547 ± 9	4.27 ± 0.02	0.89 ± 0.02
43834	$0.44^{+0.12}_{-0.18}$	$6.00^{+0.28}_{-0.51}$	$0.98^{+0.01}_{-0.01}$	$0.037^{+0.003}_{-0.003}$	0.125 ± 0.005	5608 ± 5	4.37 ± 0.01	0.93 ± 0.01
47186	$0.58^{+0.10}_{-0.09}$	$5.00^{+0.28}_{-0.30}$	$1.05^{+0.01}_{-0.01}$	$0.034^{+0.002}_{-0.003}$	0.253 ± 0.007	5674 ± 6	4.33 ± 0.02	0.97 ± 0.02
66221	$0.51^{+0.18}_{-0.13}$	$6.70^{+0.37}_{-0.29}$	$1.02^{+0.01}_{-0.01}$	$0.036^{+0.002}_{-0.003}$	0.202 ± 0.007	5625 ± 6	4.32 ± 0.02	0.93 ± 0.02
70642	$0.59^{+0.13}_{-0.16}$	$4.40^{+0.28}_{-0.23}$	$1.04^{+0.01}_{-0.01}$	$0.032^{+0.003}_{-0.001}$	0.194 ± 0.004	5692 ± 4	4.37 ± 0.01	0.94 ± 0.01
72769	$0.64^{+0.16}_{-0.18}$	$5.90^{+0.28}_{-0.29}$	$1.07^{+0.01}_{-0.01}$	$0.029^{+0.002}_{-0.003}$	0.339 ± 0.008	5635 ± 8	4.27 ± 0.02	0.98 ± 0.02
74014	$0.46^{+0.17}_{-0.21}$	$7.10^{+0.46}_{-0.42}$	$1.01^{+0.01}_{-0.01}$	$0.043^{+0.003}_{-0.003}$	0.262 ± 0.008	5570 ± 9	4.29 ± 0.02	0.91 ± 0.02
76151	$1.85^{+0.01}_{-0.01}$	$2.20^{+0.70}_{-0.27}$	$1.04^{+0.01}_{-0.01}$	$0.025^{+0.002}_{-0.002}$	0.109 ± 0.004	5785 ± 3	4.44 ± 0.01	1.01 ± 0.01
89454	$1.61^{+0.02}_{-0.03}$	$1.80^{+0.23}_{-0.24}$	$1.04^{+0.01}_{-0.01}$	$0.027^{+0.002}_{-0.001}$	0.137 ± 0.004	5722 ± 4	4.45 ± 0.01	1.02 ± 0.01
114729	$1.92^{+0.02}_{-0.02}$	$8.40^{+0.25}_{-0.26}$	$1.02^{+0.01}_{-0.01}$	$0.008^{+0.001}_{-0.001}$	-0.307 ± 0.007	5847 ± 9	4.11 ± 0.02	1.34 ± 0.02
117105	$1.90^{+0.02}_{-0.02}$	$8.80^{+0.25}_{-0.55}$	$0.96^{+0.01}_{-0.01}$	$0.015^{+0.002}_{-0.002}$	-0.307 ± 0.006	5907 ± 9	4.31 ± 0.02	1.25 ± 0.02

Continua na próxima página

Tabela B.1 - Abundância de lítio, idade, massa, massa convectiva e parâmetros atmosféricos obtidos

HD	A(Li) NLTE (dex)	Idade (G anos)	Massa (M_{\odot})	M. conv. (M_{\odot})	[Fe/H] (dex)	T_{eff} (K)	log g (dex)	v_t (kms^{-1})
13612B	$1.53^{+0.02}_{-0.02}$	$5.60^{+0.24}_{-0.29}$	$1.01^{+0.02}_{-0.01}$	$0.030^{+0.003}_{-0.001}$	0.109 ± 0.003	5719 ± 3	4.36 ± 0.01	0.95 ± 0.01
145809	$2.01^{+0.06}_{-0.06}$	$8.70^{+0.23}_{-0.28}$	$1.02^{+0.02}_{-0.01}$	$0.009^{+0.001}_{-0.001}$	-0.296 ± 0.008	5758 ± 9	4.04 ± 0.02	1.25 ± 0.01
198075	$1.87^{+0.06}_{-0.06}$	$4.70^{+0.40}_{-0.31}$	$0.95^{+0.01}_{-0.01}$	$0.017^{+0.002}_{-0.002}$	-0.283 ± 0.005	5829 ± 6	4.45 ± 0.02	1.10 ± 0.01
211415	$1.78^{+0.06}_{-0.06}$	$7.10^{+0.22}_{-0.27}$	$0.97^{+0.01}_{-0.01}$	$0.017^{+0.002}_{-0.001}$	-0.230 ± 0.004	5871 ± 5	4.38 ± 0.02	1.15 ± 0.01
31527	$1.88^{+0.02}_{-0.02}$	$6.40^{+0.25}_{-0.24}$	$0.99^{+0.01}_{-0.01}$	$0.016^{+0.002}_{-0.002}$	-0.185 ± 0.004	5907 ± 5	4.38 ± 0.01	1.15 ± 0.01
32724	$1.57^{+0.06}_{-0.06}$	$8.60^{+0.25}_{-0.25}$	$1.02^{+0.01}_{-0.01}$	$0.013^{+0.001}_{-0.001}$	-0.184 ± 0.005	5826 ± 8	4.16 ± 0.02	1.22 ± 0.01
53705	$1.11^{+0.07}_{-0.08}$	$9.40^{+0.25}_{-0.27}$	$0.98^{+0.01}_{-0.01}$	$0.016^{+0.002}_{-0.002}$	-0.230 ± 0.006	5826 ± 8	4.29 ± 0.02	1.17 ± 0.02
66653	$1.98^{+0.06}_{-0.06}$	$1.80^{+0.45}_{-0.25}$	$1.09^{+0.01}_{-0.01}$	$0.019^{+0.002}_{-0.002}$	0.145 ± 0.004	5869 ± 4	4.43 ± 0.01	1.07 ± 0.01
67458	$2.11^{+0.02}_{-0.02}$	$3.80^{+0.40}_{-0.29}$	$1.01^{+0.01}_{-0.01}$	$0.014^{+0.001}_{-0.001}$	-0.172 ± 0.006	5904 ± 7	4.43 ± 0.02	1.13 ± 0.02
78612	$1.55^{+0.02}_{-0.02}$	$9.20^{+0.24}_{-0.28}$	$0.99^{+0.01}_{-0.01}$	$0.013^{+0.002}_{-0.002}$	-0.260 ± 0.007	5846 ± 9	4.18 ± 0.02	1.25 ± 0.02
83529	$1.95^{+0.06}_{-0.06}$	$7.80^{+0.27}_{-0.23}$	$0.98^{+0.01}_{-0.01}$	$0.015^{+0.002}_{-0.002}$	-0.244 ± 0.005	5916 ± 7	4.28 ± 0.02	1.23 ± 0.01
95521	$1.62^{+0.06}_{-0.06}$	$5.10^{+0.33}_{-0.35}$	$0.96^{+0.01}_{-0.01}$	$0.022^{+0.002}_{-0.002}$	-0.158 ± 0.004	5771 ± 5	4.42 ± 0.01	0.99 ± 0.01
96700	$1.30^{+0.06}_{-0.06}$	$7.70^{+0.22}_{-0.27}$	$0.99^{+0.01}_{-0.01}$	$0.016^{+0.002}_{-0.001}$	-0.189 ± 0.004	5878 ± 6	4.33 ± 0.02	1.16 ± 0.01

Apêndice C

Localização das estrelas

Tabela C.1 - Probabilidade das estrelas da amostra deste trabalho (“HD”) e de Carlos et al. (2019) (“HIP”) se localizarem no disco fino, disco espesso ou no halo da Galáxia.

Estrela	Prob. disco fino (%)	Prob. disco espesso (%)	Prob. halo (%)
HD 100777	99	1	0
HD 106116	80	20	0
HD 108309	91	9	0
HD 117207	99	1	0
HD 134606	97	3	0
HD 140901	98	2	0
HD 1461	99	1	0
HD 161612	97	3	0
HD 185615	99	1	0
HD 190647	96	4	0
HD 203384	98	2	0
HD 203432	99	1	0
HD 204313	93	7	0
HD 207832	93	7	0
HD 210277	98	2	0
HD 212708	6	94	0
HD 28185	99	1	0
HD 30306	99	1	0

Continua na próxima página

Tabela C.1 - Probabilidade das estrelas da amostra deste trabalho (“HD”) e de Carlos et al. (2019) (“HIP”) se localizarem no disco fino, disco espesso ou no halo da Galáxia.

Estrela	Prob. disco fino (%)	Prob. disco espesso (%)	Prob. halo (%)
HD 43834	98	2	0
HD 47186	98	2	0
HD 66221	96	4	0
HD 70642	97	3	0
HD 72769	98	2	0
HD 74014	99	1	0
HD 76151	99	1	0
HD 89454	99	1	0
HD 114729	1	98	1
HD 117105	99	1	0
HD 13612B	94	5	1
HD 145809	95	5	0
HD 198075	99	1	0
HD 211415	90	10	0
HD 31527	99	1	0
HD 32724	98	2	0
HD 53705	72	27	1
HD 66653	98	2	0
HD 67458	96	4	0
HD 78612	87	13	0
HD 83529	91	9	0
HD 95521	99	1	0
HD 96700	99	1	0
HIP 3203	99	1	0
HIP 36515	99	1	0
HIP 4909	99	1	0
HIP 22263	99	1	0

Continua na próxima página

Tabela C.1 - Probabilidade das estrelas da amostra deste trabalho (“HD”) e de Carlos et al. (2019) (“HIP”) se localizarem no disco fino, disco espesso ou no halo da Galáxia.

Estrela	Prob. disco fino (%)	Prob. disco espesso (%)	Prob. halo (%)
HIP 9349	99	1	0
HIP 54102	94	6	0
HIP 105184	99	1	0
HIP 114615	99	1	0
HIP 101905	96	4	0
HIP 42333	99	1	0
HIP 38072	98	2	0
HIP 43297	99	1	0
HIP 6407	98	2	0
HIP 102040	98	2	0
HIP 96160	97	3	0
HIP 79578	99	1	0
HIP 74389	99	1	0
HIP 64673	0	98	2
HIP 54287	28	72	0
HIP 64150	93	7	0
HIP 54582	97	3	0
HIP 83276	85	15	0
HIP 118115	67	32	1
HIP 10175	99	1	0
HIP 7585	98	2	0
HIP 11915	97	3	0
HIP 79672	99	1	0
HIP 34511	84	16	0
HIP 1954	99	1	0
HIP 49756	98	2	0
HIP 104045	98	2	0

Continua na próxima página

Tabela C.1 - Probabilidade das estrelas da amostra deste trabalho (“HD”) e de Carlos et al. (2019) (“HIP”) se localizarem no disco fino, disco espesso ou no halo da Galáxia.

Estrela	Prob. disco fino (%)	Prob. disco espesso (%)	Prob. halo (%)
HIP 89650	97	3	0
HIP 14614	98	2	0
HIP 87769	99	1	0
HIP 8507	99	1	0
HIP 77052	99	1	0
HIP 25670	99	1	0
HIP 29432	97	3	0
HIP 69645	73	27	0
HIP 64713	94	6	0
HIP 40133	99	1	0
HIP 68468	83	17	0
HIP 117367	98	2	0
HIP 10303	94	5	1
HIP 36512	99	1	0
HIP 95962	98	2	0
HIP 79715	94	6	0
HIP 62039	93	7	0
HIP 72043	99	1	0
HIP 44935	97	3	0
HIP 76114	99	1	0
HIP 44997	97	3	0
HIP 116906	99	1	0
HIP 30037	95	5	0
HIP 18844	80	20	0
HIP 108468	99	1	0
HIP 30502	96	4	0
HIP 73815	97	3	0

Continua na próxima página

Tabela C.1 - Probabilidade das estrelas da amostra deste trabalho (“HD”) e de Carlos et al. (2019) (“HIP”) se localizarem no disco fino, disco espesso ou no halo da Galáxia.

Estrela	Prob. disco fino (%)	Prob. disco espesso (%)	Prob. halo (%)
HIP 5301	99	1	0
HIP 77883	96	4	0
HIP 15527	98	2	0
HIP 41317	94	6	0
HIP 85042	99	1	0
HIP 44713	35	65	0
HIP 30158	9	90	1
HIP 108158	86	14	0
HIP 81746	66	34	0
HIP 102152	86	14	0
HIP 74432	86	14	0
HIP 28066	90	10	0
HIP 115577	97	3	0
HIP 14501	98	2	0
HIP 73241	87	13	0
HIP 33094	75	25	0
HIP 109821	0	99	1
HIP 30476	1	97	2
HIP 65708	59	40	1