

OBSERVATÓRIO NACIONAL  
MINISTÉRIO DA CIÊNCIA E TECNOLOGIA E  
INOVAÇÃO  
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM ASTRONOMIA

**Análise de Estrelas B no Disco Galáctico**  
Velocidades Rotacionais Projetadas e Abundâncias Químicas

ME. GUSTAVO DE ALMEIDA BRAGANÇA

Orientadora:

DRA. SIMONE DAFLON

Co-orientador:

DR. THIERRY LANZ

Rio de Janeiro  
14 de Março de 2016

*Dedico à Edna,  
amiga, companheira,  
cúmplice, amada esposa  
e a estrela mais brilhante  
que já entrou em minha vida.*

# Sumário

<b>Prefácio</b>	<b>v</b>
<b>Resumo</b>	<b>viii</b>
<b>Abstract</b>	<b>ix</b>
<b>I Introdução</b>	<b>1</b>
1 Motivações	2
1.1 Revisão bibliográfica . . . . .	2
1.2 O projeto . . . . .	14
<b>II Amostras e suas Propriedades</b>	<b>15</b>
2 Seleção e observação das amostras	16
2.1 Disco local . . . . .	16
2.2 Disco externo . . . . .	18
3 Caracterização das Amostras	23
3.1 Binariedade e multiplicidade . . . . .	23
3.2 Temperatura fotométrica . . . . .	25
3.3 Velocidade rotacional projetada . . . . .	26
3.4 Artigos . . . . .	27
<b>III Análise Química do Disco Externo</b>	<b>48</b>
4 Seleção de objetos e dados adicionais	49
4.1 Seleção de objetos para a análise química . . . . .	49

4.2	Normalização diferencial dos espectros . . . . .	51
4.3	Perfil instrumental . . . . .	52
4.4	Distâncias Galactocêntricas . . . . .	55
<b>5</b>	<b>Metodologia para determinação dos parâmetros estelares</b>	<b>58</b>
5.1	Síntese espectral . . . . .	58
5.2	Metodologia para a análise química . . . . .	60
5.3	Exemplificação . . . . .	65
5.4	Caso real . . . . .	81
<b>6</b>	<b>Resultados</b>	<b>84</b>
6.1	Parâmetros estelares . . . . .	84
6.2	Influência dos parâmetros nas abundâncias . . . . .	93
6.3	Comparação com a literatura . . . . .	94
6.4	Gradiente radial de abundâncias . . . . .	101
<b>IV</b>	<b>Conclusões</b>	<b>107</b>
<b>7</b>	<b>Conclusões e perspectivas</b>	<b>108</b>
	<b>Apêndices</b>	<b>112</b>
<b>A</b>	<b>Análise individual das estrelas de calibração e da amostra</b>	<b>112</b>
A.1	Estrelas de calibração . . . . .	113
A.2	Estrelas da amostra . . . . .	131
<b>B</b>	<b>Estimativas de erro nos valores das abundâncias químicas</b>	<b>311</b>
	<b>Lista de Figuras</b>	<b>325</b>
	<b>Lista de Tabelas</b>	<b>326</b>
	<b>Lista de Abreviações</b>	<b>327</b>
	<b>Lista de Símbolos</b>	<b>328</b>
	<b>Referências Bibliográficas</b>	<b>329</b>

# Prefácio

*“A menos que você tente fazer algo além do que você já domina, você nunca vai crescer.”*

Ralph Waldo Emerson (1803 - 1882)

Uma das características mais marcantes do ser humano, em toda sua plenitude, é a curiosidade. É esta que nos move em direção ao progresso, ao indagar sobre nós mesmos e o universo que nos rodeia. Ela nos motiva a realizar novas investigações sobre o desconhecido e, assim, ao experimentar com ferramentas a nossa disposição em testes bem controlados (ou não), realizamos descobertas que melhoram nossa compreensão sobre o mundo. Esta tese é mais um fruto da curiosidade humana.

A minha curiosidade me levou ao Observatório Nacional a fim de aumentar a minha compreensão sobre a estrutura da Galáxia e técnicas de síntese espectral de estrelas. Este anseio pelo saber alinou-se com o de minha orientadora, Simone Daflon, e de nossos colaboradores e, assim, embarcamos neste projeto que visa tentar compreender o disco Galáctico, sítio astrofísico em que se localiza o Sol, através das estrelas OB. Atualmente, compreende-se que o disco Galáctico é formado por duas componentes: um disco fino e jovem, e um disco espesso e mais velho. O foco do nosso estudo é o disco fino. Nós buscamos compreender a sua formação e evolução através de análises químicas das estrelas que formam o disco.

O projeto ao qual esta tese se vincula visa contribuir para a compreensão de questões em aberto no campo de estudo das estrelas OB. Mais especificamente, há dois problemas científicos que buscamos ajudar a esclarecer. O primeiro problema está relacionado com a distribuição da [velocidade rotacional projetada](#) das estrelas OB. Ao identificarmos as estrelas em objetos de campo, associações ou de aglomerados, notamos que a distribuição da velocidade rotacional é diferente para cada ambiente: a velocidade média das estrelas de campo é menor que a das estrelas de associação, que por sua vez é menor que a velocidade média das estrelas de aglomerado. Dentre as possíveis explicações discutidas pela comunidade estão os diferentes estágios evolutivos típicos de cada grupo estelar ou a densidade da nuvem progenitora destas estrelas.

O segundo problema refere-se ao gradiente radial de abundâncias químicas do disco fino Galáctico, parâmetro essencial para vincular modelos de evolução química da Galáxia e que ainda não foi bem estabelecido observacionalmente. O procedimento padrão para definir um gradiente radial de abundância é através de uma única regressão linear entre abundâncias químicas e a distância ao centro da Galáxia, porém esta pode ser uma aproximação simplista ao problema e alguns autores apontam que um modelo com duas regressões lineares divididas em aproximadamente 10 kpc do centro Galáctico proveria uma melhor descrição do gradiente. Além disso, o próprio valor do gradiente ainda está em discussão.

Além dos problemas de caráter científico, eu e meus colaboradores nos deparamos com um problema tecnológico que foi o desenvolvimento de uma técnica de análise semi-automática e totalmente espectroscópica de estrelas OB. O intuito era obter os parâmetros físico-químicos das estrelas: [temperatura efetiva](#), [logaritmo da gravidade superficial](#), as velocidades de rotação, de microturbulência e macroturbulência e as abundâncias químicas de silício e oxigênio. Desde o início, do ponto de vista técnico, nosso objetivo era automatizar a maioria dos processos visando diminuir o tempo de retorno de resultados do sistema e garantir a reprodutibilidade dos resultados.

Assim, obtivemos dados espectroscópicos de aproximadamente 500 estrelas OB. Estas estrelas são objetos jovens, com idades menores que 100 milhões de anos, o que as torna ótimos laboratórios para estudar a composição química atual do disco fino.

Esta tese está dividida em quatro partes. Na primeira parte, “[Introdução](#)”, versamos sobre o conhecimento atual e as motivações científicas que nos levaram a iniciar este projeto. Na parte “[Amostras e suas Propriedades](#)”, descrevemos as amostras de estrelas e como as caracterizamos e também apresentamos nossa discussão sobre a distribuição da [velocidade rotacional projetada](#) e os dois artigos publicados. Em “[Análise Química do Disco Externo](#)”, relatamos o desenvolvimento da técnica de análise química de estrelas OB e os resultados que obtivemos no estudo químico da amostra de estrelas do disco externo. E, finalmente, concluímos na parte final, “[Conclusões](#)”.

## Agradecimentos

A minha orientadora, Simone Daffon, por me ensinar tudo o que sei sobre estrelas OB, por abrir portas na comunidade acadêmica e pela paciência e dedicação.

A Katia Cunha e Thierry Lanz pelo apoio, tempo dedicado e ótimos *insights*.

A Marcelo Borges Fernandes, Katy Garmany, John Glaspey, Sally Oey, Thomas Bensby e Ivan Hubney e aos membros da banca avaliadora por todos os comentários e sugestões que ajudaram a enriquecer a tese.

A todos meus amigos do Observatório Nacional (ON) e do Observatoire de la Côte d’Azur (OCA) por tornaram a jornada mais agradável e ajudaram em momentos difíceis. E também a todos os funcionários de ambos institutos que compõem os bastidores de toda pesquisa realizada nestes institutos.

Aos desenvolvedores do Simbad, ADS, Astropy, Ipython, Python e todos os outros softwares e serviços que foram essenciais para o desenvolvimento deste projeto.

A CAPES pelo financiamento, tanto no período em território nacional quanto em estrangeiro. Agradeço ainda a CAPES e o ON pela oportunidade de complementar meus estudos no Observatoire de la Côte d’Azur, França.

A minha família pelo amor e dedicação.

E, por último mas tão importante quanto, a minha esposa, pelo amor, carinho e paciência.

# Resumo

Neste trabalho, analisamos espectros de alta resolução de uma grande amostra de estrelas OB do disco galáctico a fim de estudar a distribuição de [velocidade rotacional projetada](#) ( $v \sin i$ ) e a distribuição radial de abundâncias no disco externo Galáctico.

A distribuição de  $v \sin i$  de estrelas OB da Galáxia é bimodal. Ao separarmos as estrelas em objetos de campo, associações ou de aglomerados, notamos que a distribuição da velocidade rotacional é diferente para cada conjunto, sendo a velocidade média das estrelas de campo menor que a das estrelas de aglomerados. Dentre as possíveis explicações para a diferença observada estão os diferentes estados evolutivos típicos de cada conjunto estelar ou a densidade da nuvem progenitora destas estrelas. Nossos resultados de  $v \sin i$  podem ser descritos pela soma de duas distribuições maxwellianas e com uma tendência de que o  $v \sin i$  de estrelas de aglomerados seja, em média, maior que os  $v \sin i$  das estrelas de campo.

A distribuição de abundâncias no disco Galáctico é caracterizada por uma diminuição das abundâncias médias ao longo do raio Galáctico (gradiente radial) e é um parâmetro essencial para vincular modelos de evolução química da Galáxia. Desenvolvemos uma metodologia baseada em síntese espectral não-ETL destinada a obter os parâmetros estelares a partir dos espectros, incluindo as abundâncias de silício e oxigênio. Nossos resultados de abundância sugerem gradientes radiais de  $-0.065$  e  $-0.054$  dex/kpc para silício e oxigênio, respectivamente. O procedimento normal para definir um gradiente radial de abundância é através de uma única regressão linear, porém alguns autores apontam que um modelo com duas regressões lineares divididas em aproximadamente 10 kpc do centro Galáctico seria uma melhor descrição do gradiente. Não encontramos evidência que nossos dados seriam melhor descritos por um gradiente radial de duas zonas.

**Palavras chaves:** Estrelas *early-type*, análise não-ETL; [velocidade rotacional projetada](#); gradientes radiais de abundância.



# Abstract

In this work, we analysed high resolution spectra of a large sample of OB stars located in the Galactic disk aimed to study the distribution of the projected stellar rotation ( $v \sin i$ ) and the radial distribution of chemical abundances of the Galactic outer disk.

The  $v \sin i$  distribution of the Galactic OB stars is bimodal. By splitting the sample stars in objects belonging to the field, association or to clusters, we note that the distribution of  $v \sin i$  is different for each subset, and the mean  $v \sin i$  of the field stars is lower than the value for the cluster's stars. Possible explanations for the observed difference include different evolutionary stages for each subset of stars or different densities of the progenitor cloud of these stars. Our  $v \sin i$  results can be described by two maxwellian distributions with a trend that the mean  $v \sin i$  of cluster's stars are larger than the values for the field stars.

The abundance distribution in the Galactic disk is characterized by a decrease of the abundances along the Galactic radius (radial gradient), which is a key parameter to constrain chemical evolution models of the Galaxy. We developed a methodology based on non-LTE spectral synthesis aimed to obtaining the stellar parameters, including the abundances of silicon and oxygen. Our abundance results suggest radial gradients of  $-0.065$  and  $-0.054$  dex/kpc for silicon and oxygen, respectively. The standard procedure to define the radial gradient is usually based on one linear regression, however some authors suggest that a model with two linear regressions with a discontinuity at approximately 10 kpc of the Galactic center would be a better description of the radial gradient. We did not find evidences that our data would be better described by a two-zone model radial gradient.

**Keywords:** early-type stars, non-LTE analysis; stellar rotation; abundance radial gradient.

# Parte I

## Introdução

# Capítulo 1

## Motivações

*“The secret of getting ahead is getting started.”*

Mark Twain

Neste capítulo, versamos sobre os problemas científicos que nos incentivaram a desenvolver esta tese.

### 1.1 Revisão bibliográfica

#### 1.1.1 Bimodalidade na distribuição de $v \sin i$

Acredita-se que as estrelas giram desde o momento de sua criação, herdando o momento angular da nuvem progenitora. As grandezas observáveis usadas para representar a velocidade de rotação são o período de rotação e a [velocidade rotacional projetada](#) na linha de visada do observador,  $v \sin i$ <sup>1</sup>.

A velocidade de rotação típica não é constante com o tipo das estrelas. As estrelas *late-type* (FGKM) apresentam velocidades de rotação muito baixas ( $\leq 10$  km/s, e.g. [Suárez Mascareño et al. 2015](#)) enquanto que as estrelas *early-type* (OBA) apresentam velocidades tipicamente mais altas. Neste trabalho, nós analisamos estrelas de tipos espectrais B.

O  $v \sin i$  de uma estrela pode ser obtido a partir da análise de suas linhas espectrais. A rotação alarga as linhas e este alargamento pode ser modelado utilizando um perfil gaussiano. No caso de estrelas B, que apresentam  $v \sin i$  tipicamente altos, as linhas de He I são bons indicadores por serem linhas intensas no espectro das estrelas B,

---

<sup>1</sup>A variável  $i$  representa o ângulo entre a linha de visada do observador e o eixo de rotação da estrela.

e assim, não desaparecem quando o alargamento é grande. Neste trabalho, utilizamos três linhas de He I com comprimentos de onda de 4026, 4388 e 4471 Å.

Diversos resultados publicados na literatura, tais como os de [Wolff et al. \(1982, 2007\)](#) e [Huang et al. \(2010\)](#), apontam que a distribuição de  $v \sin i$  das estrelas OB da Galáxia possui um comportamento bimodal. A Fig. 1.1 retrata a distribuição de  $v \sin i$  das estrelas *early-type*, em que é possível ver a bimodalidade, especialmente na distribuição de estrelas *late B* (gráfico superior à direita). As distribuições apresentam picos em, aproximadamente, 50–100 km/s e 250–300 km/s. Ao segregar as estrelas em objetos do campo e em membros a associações/aglomerados, nota-se que as estrelas de campo possuem, na média, um  $v \sin i$  menor que as estrelas de associações/aglomerados. Atualmente, considera-se duas explicações para este resultado.

Uma hipótese seria que a densidade da nuvem progenitora define a velocidade inicial de rotação da estrela, com nuvens mais densas gerando um conjunto de estrelas com velocidades de rotação maior do que um outro conjunto de estrelas formado em uma nuvem menos densa. Neste cenário, as estrelas de campo teriam nascido em aglomerados menos densos e que já foram diluídos por processos dinâmicos. Os mesmos processos também afetariam aglomerados mais compactos; porém, devido ao potencial gravitacional e ao pouco tempo de vida, estes objetos não se diluíram. [Wolff et al. \(2007\)](#) e referências ali citadas descrevem o cenário teórico que baseia esta hipótese. Em resumo, a rotação de estrelas em formação depende diretamente da taxa de acreção de massa do disco circum-estelar e, indiretamente, do tempo de vida deste disco. Os autores apontam que, em regiões mais densas, a taxa de acreção pode ser maior, resultando em altas velocidades de rotação para as estrelas desta região. Nestas mesmas regiões mais densas, o tempo de vida do disco circum-estelar seria menor do que em regiões menos densas, ocasionando um maior número de estrelas com alta rotação.

[Wolff et al. \(2007\)](#) estudaram a distribuição de velocidades de sete aglomerados de baixa densidade superficial de estrelas, que estão destinados a se dispersarem, e oito aglomerados de alta densidade superficial, que sobreviverão até uma idade superior a  $10^8$  anos. A Fig. 1.2a compara a distribuição cumulativa das estrelas de regiões jovens de baixa densidade com as estrelas de regiões velhas de baixa densidade, e a estatística Kolmogorov-Smirnov (KS) indica que a probabilidade das duas amostras serem de uma mesma população é de 0.15. A Fig. 1.2b compara a distribuição cumulativa das estrelas de regiões jovens de alta densidade com as estrelas de regiões velhas de alta densidade, e a estatística KS resulta em uma probabilidade de 0.02. Assim, os autores concluíram que qualquer efeito evolutivo não comprometeria as distribuições de  $v \sin i$  dos ambiente com baixa e alta densidade. Na última figura (Fig. 1.2c) os autores comparam as estrelas pertencentes a aglomerados de baixa densidade, alta densidade e

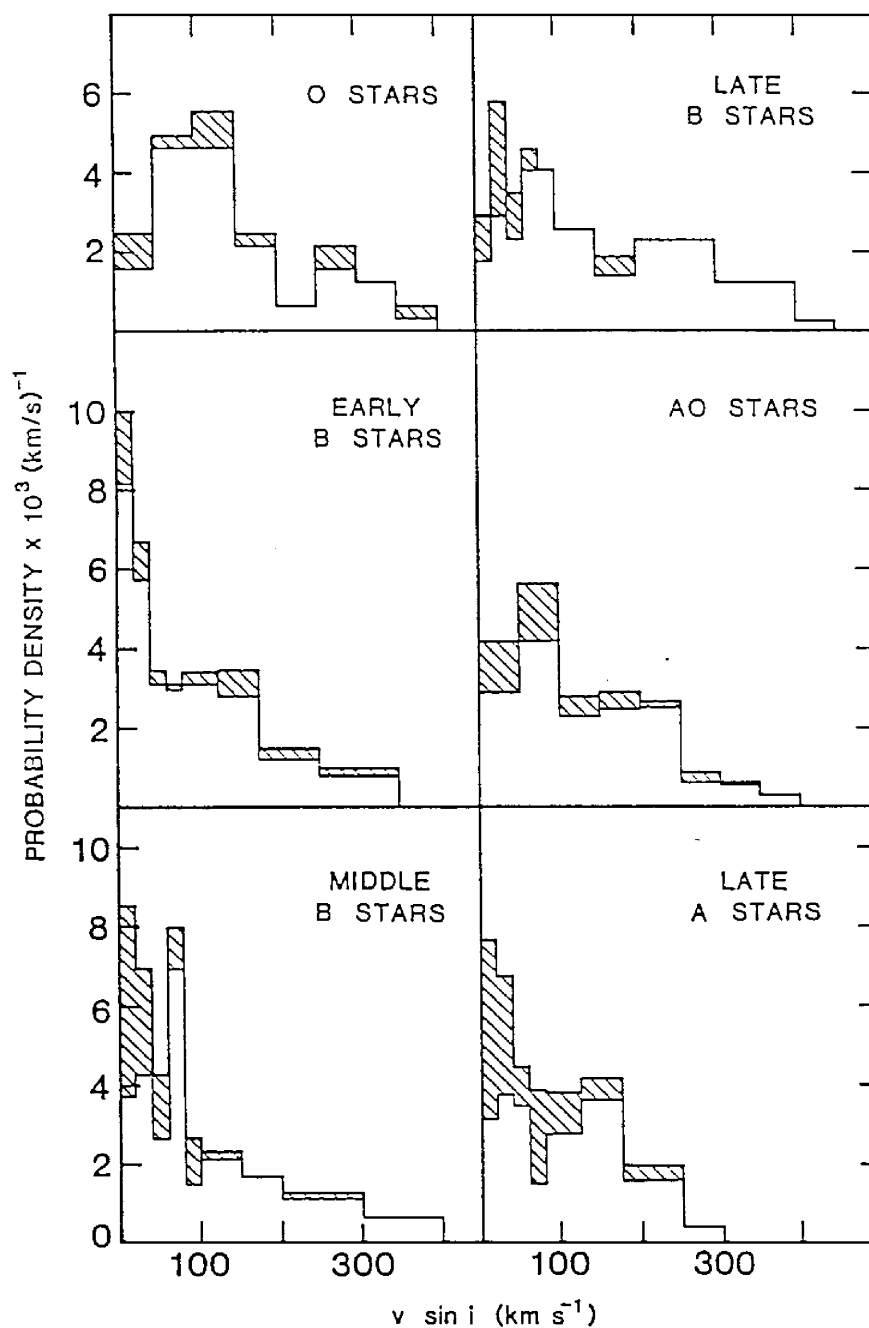


Figura 1.1: Distribuição observada da velocidade de rotação projetada em função do tipo espectral. Histograma hachurado apresenta binárias espectroscópicas encontradas até a publicação da fonte. Imagem modificada de [Wolff et al. \(1982\)](#).

estrelas do campo. Aplicando a estatística KS entre a distribuição de alta densidade e a de baixa densidade aponta uma probabilidade de 0.001, e comparando a distribuição de alta densidade com a do campo resulta em uma probabilidade de 0.00005.

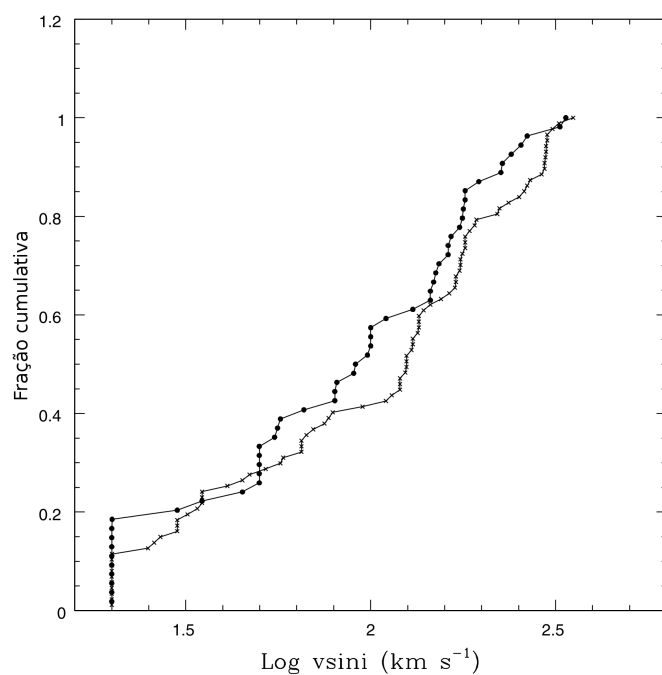
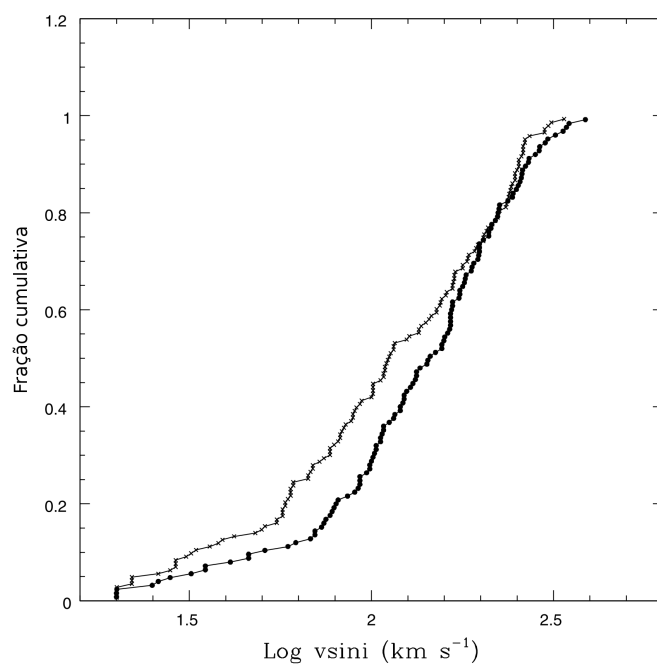
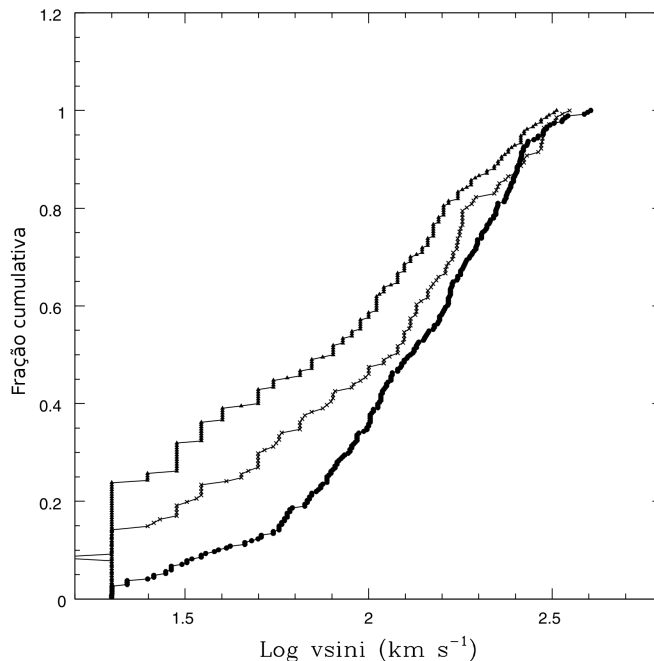
(a) Baixa densidade: jovem (*círculos*)  $\times$  velha (*cruzes*)(b) Alta densidade: jovem (*círculos*)  $\times$  velha (*cruzes*)

Figura 1.2: Comparação da distribuição cumulativa entre estrelas de aglomerados jovens e velhos de baixa e alta densidade e estrelas do campo. As imagens foram retiradas de [Wolff et al. \(2007\)](#).



(c) Baixa densidade (*curva do meio com cruces*), alta densidade (*curva inferior com círculos*) e estrelas de campo (*curva superior com triângulos*)

Figura 1.2: Continuação da Fig. 1.2.

A segunda explicação é que as estrelas B de campo representam uma população que contém mais estrelas evoluídas do que a população formada por estrelas B de aglomerados. Por isso, as estrelas de aglomerado tenderiam a apresentar uma velocidade maior, ou seja, a velocidade de rotação da estrela diminuiria com o tempo. Esta hipótese baseia-se em modelos teóricos (e.g., [Meynet & Maeder 2000](#)) que predizem que as estrelas massivas diminuem sua rotação durante a fase na sequência principal devido a perda de momento angular pelo vento estelar e pelo aumento do raio estelar. [Huang & Gies \(2006a,b, 2008\)](#); [Huang et al. \(2010\)](#) utilizaram temperaturas efetivas e valores da gravidade no pólo para determinar o estado evolutivo de uma amostra de estrelas OB. A Fig. 1.3 apresenta resultados de [Huang & Gies \(2008\)](#). O painel à esquerda mostra as estrelas do campo enquanto o da direita, as estrelas de aglomerados. As curvas são trajetórias evolutivas. A figura sugere que as estrelas de campo são mais evoluídas que as estrelas de aglomerados, corroborando a ideia de que a diferença de  $v \sin i$  médio entre as distribuições é causada por uma diferença evolutiva entre as distribuições.

As principais dificuldades em testar essas hipóteses são a determinação precisa da idade estelar e se uma estrela é filiada a um aglomerado ou se é do campo estelar.

A binariedade também é um empecilho, já que a gravidade de uma estrela companheira pode afetar a rotação da estrela. Através de simulações, [de Mink et al. \(2013\)](#) apontaram que 20% das estrelas massivas de sequência principal teriam sua velocidade



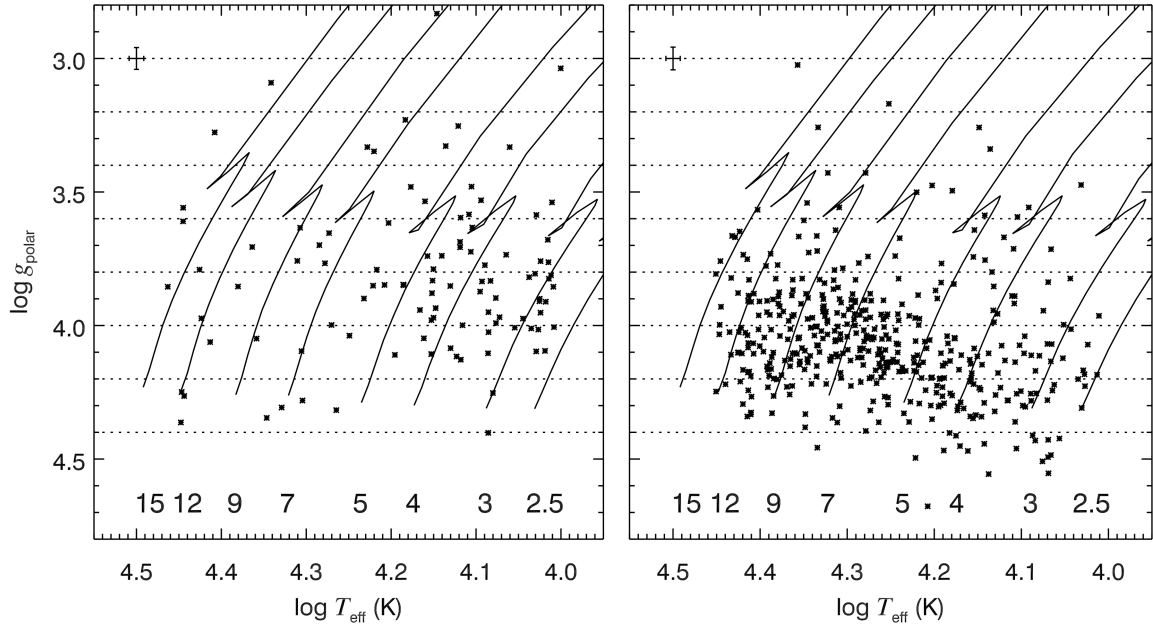


Figura 1.3: Diagrama de dispersão em  $T_{\text{ef}} \times \log g_{\text{polar}}$ . O painel à esquerda mostra as estrelas do campo enquanto o da direita, as estrelas de aglomerados. As linhas verticais são trajetórias evolutivas, cujas massas de cada trajetória são apresentadas na parte inferior de cada diagrama. A amostra e a figura são de [Huang & Gies \(2008\)](#).

afetada por interação de uma companheira. [Sana et al. \(2013\)](#) mostrou que espera-se que aproximadamente 60% das estrelas O da sequência principal tenham contato com uma estrela companheira. Se a taxa para estrelas B for semelhante, torna-se necessário considerar as estrelas binárias no estudo da distribuição de  $v \sin i$ .

A fim de contribuir com esta questão, investigamos a distribuição de  $v \sin i$  em duas amostras distintas que, em conjunto, totaliza uma amostra de aproximadamente 500 estrelas OB. A filiação ou não das estrelas a aglomerados não foi um critério de seleção da amostra formando, assim, um conjunto de estrelas sem viés observacional. Os resultados são apresentados no capítulo 3 e em [Bragança et al. \(2012\)](#) e [Garmany et al. \(2015\)](#)<sup>2</sup>.

### 1.1.2 Gradiente radial de abundância químicas do disco externo

O gradiente radial de abundância, ou a distribuição de abundâncias no disco Galáctico em função do raio Galactocêntrico  $R_g$ , é um vínculo importante para modelos teóricos que buscam descrever a evolução química da Galáxia.

Os primeiros estudos de gradientes radiais de abundâncias de estrelas OB surgi-

<sup>2</sup>Estes artigos estão reproduzidos no capítulo 3.

Tabela 1.1: Compilação de gradientes radiais para estrelas OB.

Referência	$R_g$ (kpc)	$b(\text{Si})$	$b(\text{O})$
Gehren et al. (1985)	8.5–18.5	–	$-0.012 \pm 0.024$
Fitzsimmons et al. (1990)	5.5–10.3	$0.008 \pm 0.010$	$-0.015 \pm 0.014$
Fitzsimmons et al. (1992)	6–13	–	$-0.030 \pm 0.020$
Kilian-Montenbruck et al. (1994)	6.3–15.6	$0.000 \pm 0.018$	$-0.021 \pm 0.012$
Kaufer et al. (1994)	6–17	–	$0.000 \pm 0.009$
Smartt & Rolleston (1997)	6–18	–	$-0.070 \pm 0.010$
Gummersbach et al. (1998)	5–14	$-0.107 \pm 0.028$	$-0.067 \pm 0.024$
Rolleston et al. (2000)	6–18	$-0.060 \pm 0.010$	$-0.067 \pm 0.008$
Smartt et al. (2001)	0–11/2.5–17.5 <sup>a</sup>	$-0.060 \pm 0.010$	$-0.010 \pm 0.010$
Daflon & Cunha (2004)	4.7–13.2	$-0.040 \pm 0.011$	$-0.031 \pm 0.012$

<sup>a</sup> Os gradientes publicados em Smartt et al. (2001) são para dois intervalos de distância Galactocêntrica distintos: o primeiro se refere ao Si e o segundo ao O.

ram na década de 1980 (e.g. Gehren et al. 1985) e se estenderam até a década de 2000 com o trabalho de Daflon & Cunha (2004). Os valores do gradiente ( $b^3$ ) de silício e oxigênio encontrados dentre os vários estudos realizados neste período foram muitos, como podem ser vistos na tabela 1.1. A Fig. 1.4 apresenta os gradientes de alguns trabalhos da literatura.

Gehren et al. (1985) obtiveram espectros de 11 estrelas OB com distâncias Galactocêntricas entre 8 e 18 kpc e as analisaram usando modelos atmosféricos em ETL. Eles encontraram um gradiente de  $b = -0.012$  dex/kpc para o oxigênio, o que indicaria quase nenhuma dependência da abundância de oxigênio com o raio Galactocêntrico.

Na virada da década de 1990, Fitzsimmons et al. (1990) apresentaram os resultados de uma análise em ETL de 20 estrelas B localizadas em 4 aglomerados jovens. As estrelas estão localizadas em raios Galactocêntricos que variam de 5.5 a 10.3 kpc. Os valores obtidos dos gradientes de silício e oxigênio foram, respectivamente, 0.008 e  $-0.012$  dex/kpc.

Em seguida, surgiram trabalhos que utilizavam técnicas de modelagem atmosférica que não consideravam aproximações do Equilíbrio Termodinâmico Local (ETL).<sup>4</sup> O trabalho pioneiro foi o de Fitzsimmons et al. (1992) em que eles analisaram estrelas localizadas em 11 aglomerados e associações. Eles encontraram um gradiente de  $-0.030$  dex/kpc para o oxigênio.

Em 1994, são publicados dois trabalhos. Em Kaufer et al. (1994), os autores analisaram 16 estrelas B localizadas entre 7 e 16 kpc do centro Galáctico. A análise foi

<sup>3</sup>A variável  $b$  é o coeficiente angular da reta ajustada, ou seja,  $y = b \cdot x + a$ .

<sup>4</sup>Pelo jargão da área, modelos calculados que não consideram o ETL são chamados de modelos não-ETL, ou NETL (em inglês, NLTE).

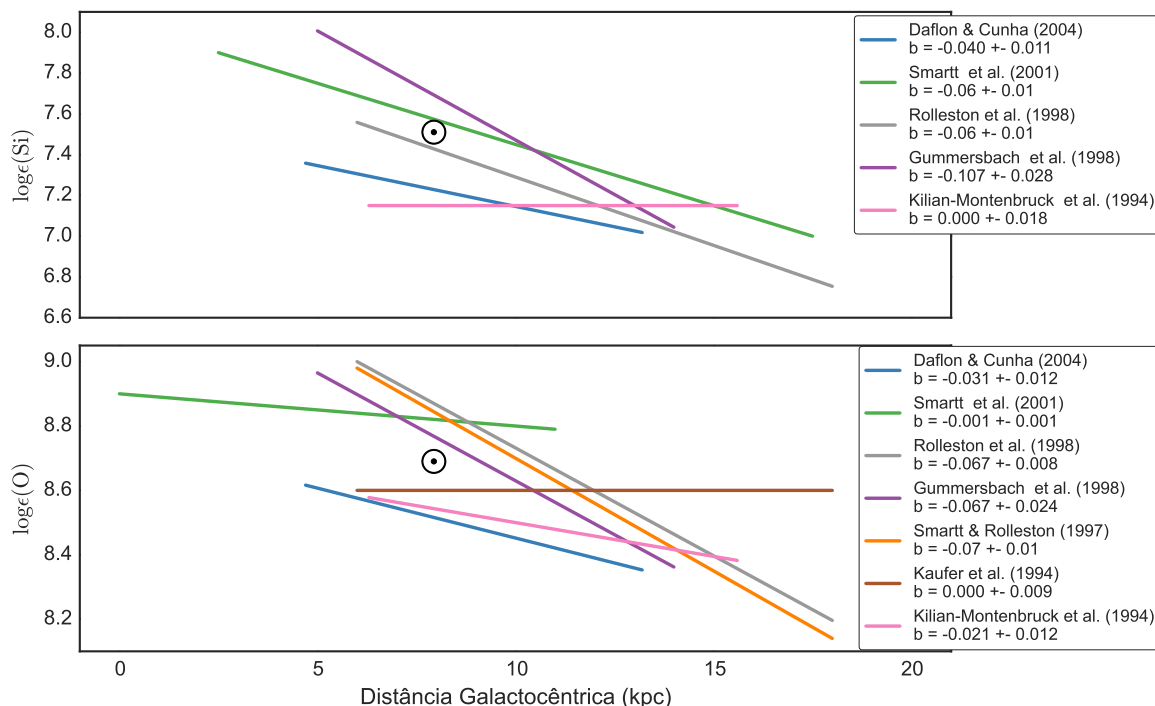


Figura 1.4: Coletânea de gradientes radiais de silício e oxigênio de alguns trabalhos disponíveis na literatura. Os resultados dos trabalhos estão identificados na legenda. O símbolo  $\odot$  representa o Sol, com  $R_g = 7.94$  de [Groenewegen et al. \(2008\)](#) e abundâncias de [Asplund et al. \(2009\)](#).

realizada usando modelos atmosféricos e formação de linhas em [ETL](#). Eles encontraram um gradiente nulo para o oxigênio. [Smartt & Rolleston \(1997\)](#) criticam o trabalho de [Kaufer et al. \(1994\)](#) alegando que a maioria de seus objetos estão localizados nos braços espirais Local e de Perseus, e que foi mostrado por eles que estas duas regiões possuem abundância solar ou próxima a solar. [Smartt & Rolleston](#) ainda apontam que o único objeto do trabalho de [Kaufer et al.](#) localizado além do braço de Perseus na verdade estaria localizado antes deste braço. Eles concluem afirmando que o resultado de [Kaufer et al.](#) “não é confiável, já que eles não possuem outra estrela com  $R_g > 12$  kpc” (tradução livre de [Smartt & Rolleston 1997](#)).

No outro trabalho publicado em 1994, [Kilian-Montenbruck et al.](#) analisaram 7 estrelas localizadas em um aglomerado e em duas regiões H II. Alguns objetos são os mesmos de [Gehren et al. \(1985\)](#). Os objetos possuem distâncias Galactocêntricas entre 6.3 e 15.6 kpc. Os modelos atmosféricos utilizados foram calculados em [ETL](#) e a formação das linhas em não-[ETL](#). O gradiente de silício encontrado foi nulo e o de oxigênio igual a  $-0.021$  dex/kpc. [Smartt & Rolleston \(1997\)](#) apontam que, apesar dos resultados dos dois trabalhos estarem em acordo, [Kilian-Montenbruck et al.](#) superestimaram a distância da região H II S285 e, assim, obtiveram um gradiente mais plano.

[Smartt & Rolleston \(1997\)](#) revisaram espectros de estrelas de campanhas ob-

servacionais anteriores e recalcularam o gradiente de oxigênio. Sua amostra contém estrelas com distâncias galactocêntricas entre 6 e 18 kpc. O método de análise dos espectros consistiu em utilizar modelos atmosféricos em ETL com cálculos de formação de linhas em não-ETL. Eles encontraram um gradiente de oxigênio igual a  $b = -0.07$  dex/kpc.

No ano seguinte, Gummersbach et al. (1998) apresentaram resultados para 16 estrelas B localizadas entre 5 e 14 kpc do centro Galáctico. Os espectros das estrelas foram analisados usando modelos atmosféricos em ETL e cálculos de formação de linhas em não-ETL. O gradiente calculado para o oxigênio é igual a  $-0.067$  dex/kpc, condizente com Smartt & Rolleston (1997). Para o silício, eles obtiveram um gradiente igual a  $-0.107$  dex/kpc. Previamente a este trabalho, há apenas duas análises do gradiente de silício (Fitzsimmons et al., 1990; Kilian-Montenbruck et al., 1994) e os resultados obtidos nos três trabalhos não coincidem.

Na virada do século, um novo trabalho foi publicado. Rolleston et al. (2000) reanalisaram espectros observados por seu grupo em projetos anteriores totalizando espectros para 80 estrelas B situados em 19 aglomerados com distâncias entre 6 e 18 kpc do centro Galáctico. Eles testaram técnicas de síntese espectral em ETL e não-ETL e não encontraram diferenças significativas e, assim, optaram pela síntese em ETL. Os gradientes encontrados para o silício e o oxigênio foram, respectivamente,  $-0.06$  e  $-0.067$  dex/kpc. Estes resultados coincidem com resultados anteriores obtidos por este grupo (Smartt & Rolleston, 1997) e com Gummersbach et al. (1998).

Enquanto trabalhos anteriores focaram no estudo do gradiente de estrelas localizadas a distâncias superiores a 6 kpc, Smartt et al. (2001) resolveram estudar estrelas mais próximas do centro Galáctico. Eles observaram quatro estrelas com distâncias entre 2.5 e 5 kpc do centro e as analisaram usando técnicas de síntese espectral em ETL. Eles somaram estas quatro estrelas às estrelas da amostra de Rolleston et al. (2000), e usaram diferentes intervalos de distância para calcular os gradientes. Para o gradiente de silício, eles utilizaram todas as estrelas de ambos os estudos e obtiveram um gradiente igual a  $-0.06$  dex/kpc. Para o oxigênio, eles calcularam o gradiente usando apenas as estrelas com  $R_g < 11$  kpc, resultando em um gradiente igual a  $-0.01$  dex/kpc, notavelmente diferente do gradiente obtido por Afflerbach et al. (1997) para regiões HII ( $-0.06$  dex/kpc).

O último trabalho publicado nesta linha de estudo foi Daffon & Cunha (2004). Eles analisaram espectros de 69 estrelas OB localizados em aglomerados abertos, associações OB e regiões H II, com distâncias entre 4.7 e 13.2 kpc do centro Galáctico. As abundâncias foram obtidas utilizando técnicas de síntese espectral com modelos atmosféricos em ETL e cálculos de formação de linhas em não-ETL. Daffon & Cunha

encontraram um gradiente mais plano do que de trabalhos anteriores ( $-0.040$  e  $-0.031$  dex/kpc para, respectivamente, silício e oxigênio). Façamos notar que, dos 69 objetos, 10 possuem distâncias maiores que 10 kpc e os valores de abundância destes objetos apresentam uma grande dispersão entre si. Estes objetos podem estar introduzindo uma grande incerteza no valor final do gradiente. Este questionamento foi uma das motivações para este trabalho, que é investigar o gradiente de abundâncias das estrelas OB a distâncias superiores a 13 kpc do centro Galáctico.

Ao analisar a evolução dos trabalhos com o tempo, podemos notar que as técnicas de análise espectral migraram de uma análise totalmente em ETL para dois tipos de método de análise. Um método é de análise híbrida, com a utilização de modelos atmosféricos em ETL e o cálculo de formação de linhas em não-ETL (e.g. Nieva & Przybilla 2007, 2012). O outro método de análise considera modelos atmosféricos e formação de perfis espectrais totalmente em não-ETL, como é o método usado neste trabalho. Isto é resultado direto do advento de novas tecnologias que permitiram a redução do tempo no cálculo realizado em não-ETL.

Ao analisarmos a Fig. 1.4, podemos ver que há uma falta de consenso entre os resultados obtidos pelos trabalhos descritos acima. Os resultados apresentam uma dicotomia e convergem para uma concordância em  $R_g \sim 12$  kpc. Para o oxigênio ainda há dois trabalhos que apresentam um gradiente nulo (Kaufer et al., 1994; Smartt et al., 2001), ou seja, o disco seria homogêneo. Há também uma grande diferença nos valores absolutos das abundâncias, como, por exemplo, entre os trabalhos de Gummersbach et al. (1998) e Daflon & Cunha (2004). Para  $R_g \sim 5$  kpc, a diferença absoluta entre as abundâncias destes trabalhos é de  $\sim 0.8$  e  $\sim 0.4$  dex para, respectivamente, silício e oxigênio.

Um outro problema que se apresenta é a ausência de objetos analisados localizados no disco externo, mais precisamente, localizados além do braço espiral de Perseus ( $R_g \gtrsim 11 - 12$  kpc). Este problema é um reflexo da dificuldade que é obter medidas de distâncias precisas. Esperamos que as observações feitas pelo satélite Gaia<sup>5</sup> possam ajudar a solucionar esta questão.

Note que o último trabalho sobre o gradiente de abundâncias de estrelas OB foi publicado em 2004 (Daflon & Cunha, 2004). Porém, o estudo do gradiente de abundâncias no disco Galáctico não foi interrompido e outros autores utilizaram outros objetos celestes em suas análises. O gradiente de abundâncias de estrelas OB pode ser comparado com o gradiente obtido através da análise de outros objetos jovens, tais quais regiões H II, estrelas variáveis do tipo Cefeida e estrelas de aglomerados abertos.

Como exemplo de estudos de regiões H II, citamos os trabalhos de Rudolph et al.

---

<sup>5</sup><http://sci.esa.int/gaia/28820-summary/>

(2006) e [Balsler et al. \(2011\)](#). [Rudolph et al.](#) analisaram 117 regiões H II observadas nas faixas espectrais do ótico e do infravermelho distante. Eles determinaram valores de  $-0.060 \pm 0.0010$  dex/kpc e  $-0.041 \pm 0.014$  dex/kpc para os gradientes de oxigênio no ótico e no infravermelho, respectivamente, para distâncias Galactocêntricas entre 0.01 e 15 kpc. Eles afirmam que esta diferença não é estatisticamente significativa e que deve ser resultado de processos de excitação de linhas importantes que não foram considerados na análise. Estes resultados concordam com valores de gradientes obtidos através da análise de estrelas OB, como os de [Smartt & Rolleston \(1997\)](#) e [Gummersbach et al. \(1998\)](#).

[Balsler et al. \(2011\)](#) observaram, na faixa espectral do rádio, 72 regiões H II com o intuito de suplementar a amostra de [Quireza et al. \(2006\)](#), totalizando 133 objetos. Eles obtiveram um gradiente de oxigênio igual a  $-0.0446 \pm 0.0049$  dex/kpc para a região  $4 \lesssim R_g \lesssim 17$ . Ao filtrar os dados em regiões azimutais, eles obtiveram gradientes que variaram desde -0.07 a -0.03 dex/kpc. E eles não encontraram evidências de descontinuidade ou de estruturas não-lineares ao longo do raio Galactocêntrico.

As Cefeidas são estimadores clássicos de distância por possuírem uma relação período-luminosidade bem determinada. [Lemasle et al. \(2013\)](#) analisaram um conjunto de 65 Cefeidas com distância Galactocêntricas de 4 a 15 kpc. Ao utilizar todas as estrelas de sua amostra, os autores determinaram um gradiente radial para o silício de  $-0.068 \pm 0.0009$  dex/kpc, em acordo com resultados anteriores de [Yong et al. \(2006\)](#). Ao desconsiderarem as quatro estrelas com menor raio Galactocêntrico e que possuem abundância alta, os autores encontram um gradiente igual a  $-0.057 \pm 0.011$  dex/kpc. Este resultado corrobora os gradientes encontrados por [Luck et al. \(2011\)](#) e [Luck & Lambert \(2011\)](#) para uma amostra de Cefeidas.

Recentemente, [Genovali et al. \(2015\)](#) analisaram 75 Cefeidas e obtiveram um gradiente radial de silício igual a  $-0.055$  dex/kpc para  $4 \lesssim R_g \lesssim 14$  kpc. Ao adicionarem os resultados obtidos para as estrelas dos trabalhos de [Yong et al. \(2006\)](#), [Luck et al. \(2011\)](#), [Luck & Lambert \(2011\)](#) e [Lemasle et al. \(2013\)](#), eles obtiveram um gradiente de  $-0.049$  dex/kpc para um total de 439 estrelas com uma cobertura Galactocêntrica de  $\sim 4$  a  $\sim 18$  kpc.

Alguns trabalhos relatam a existência de uma divisão no gradiente radial de metalicidade. [Twarog et al. \(1997\)](#), ao analisar 76 aglomerados abertos, encontraram, para a região  $6.5 \lesssim R_g \lesssim 10$  kpc, uma média nula para  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , com uma dispersão igual a 0.1 dex, e com um gradiente também nulo ou pouco inclinado. Para a região além de 10 kpc, a distribuição de metalicidade possui uma média de  $-0.03$  com dispersão entre 0.1 e 0.15 dex. Recentemente, [Frinchaboy et al. \(2013\)](#) encontraram resultados que corroboram a divisão do gradiente radial em  $\sim 10$  kpc. [Frinchaboy et al.](#) analisaram

141 objetos em 28 aglomerados abertos e encontraram um gradiente para  $[M/H]^6$  de  $-0.020 \pm 0.08$  para  $7.9 \leq R_g \leq 10$  kpc, e  $-0.002 \pm 0.09$  para  $R_g > 10$  kpc. Para as estrelas OB, Rolleston et al. (2000) não encontraram evidências para que sua amostra seja melhor descrita por um modelo de duas zonas.

## 1.2 O projeto

Na seção anterior, nós descrevemos as questões em aberto no campo de estudo das estrelas OB. Com o intuito de contribuir para o esclarecimento destes dilemas, nós realizamos duas campanhas observacionais para obter um grande número de estrelas OB no disco local e no disco externo da Galáxia. A amostra do disco local é composta por 379 estrelas e a amostra do disco externo, por 136 objetos. Ambas estão descritas no capítulo 2.

Após a obtenção dos dados, iniciamos um processo de caracterização destes objetos. Identificamos, visualmente e com auxílio de resultados publicados na literatura, estrelas candidatas a serem integrantes de sistemas binários ou múltiplos. Nós também estimamos a temperatura das estrelas usando calibrações fotométricas. O último passo na caracterização das amostras foi obter o valor de  $v \sin i$  e analisar sua distribuição. Estas etapas estão descritas no capítulo 3.

A etapa de caracterização foi essencial para determinar estrelas candidatas a uma análise química. No capítulo 4, nós descrevemos a triagem da amostra do disco externo e a coleta de dados adicionais. Em seguida, no capítulo 5 descrevemos a metodologia de análise química desenvolvida neste trabalho. E no capítulo 6, apresentamos nossos resultados para as estrelas do disco externo, incluindo o gradiente radial de silício e oxigênio. Nesta tese, concentramo-nos na determinação das abundâncias químicas das estrelas do disco externo.

---

<sup>6</sup> $[M/H]$  é um indicador geral de metalicidade dos elementos O, Ne, Mg, Si, S, Ca, e Ti usado pelo levantamento APOGEE

## Parte II

# Amostras e suas Propriedades



# Capítulo 2

## Seleção e observação das amostras

*“It is a capital mistake to theorize before one has data. Insensibly one begins to twist facts to suit theories, instead of theories to suit facts.”*

Sir Arthur Conan Doyle, *The Sign of Four, A Scandal in Bohemia*

Neste capítulo, descrevemos os critérios de seleção e as observações das duas amostras de espectros estelares coletados. Nas Sec. 2.1 e 2.2, apresentamos as nossas amostras com espectros das estrelas do disco local e do disco externo, respectivamente.

### 2.1 Disco local

A partir do catálogo HIPPARCOS (Perryman et al., 1997), selecionamos a amostra de estrelas B do disco local de acordo com o tipo espectral. Assim, selecionamos 379 estrelas de sequência principal com tipos espectrais de O9 a B4. As posições das estrelas no plano Galáctico estão representados na Fig. 2.1 com triângulos verdes. As distâncias foram obtidas a partir da paralaxe de van Leeuwen (2007). Note que, em sua maioria, as estrelas estão localizadas a uma distância inferior a 1 kpc do Sol.

As observações das estrelas desta amostra foram realizadas no telescópio Clay de 6.5 m, localizado no Observatório de Las Campanas, Chile, em duas missões observacionais (8-9/1/2007 e 8/4/2007). Os espectros foram obtidos usando o espectrógrafo duplo *echelle* MIKE (Bernstein et al., 2003) que adquire simultaneamente espectros em alta resolução no vermelho (4900–9500 Å) e no azul (3350–5000 Å). A resolução espectral obtida é de  $R \sim 55000$ . Apresentamos na Fig. 2.2 alguns exemplos de espectros de estrelas desta amostra. A faixa espectral mostrada é  $\lambda\lambda 4625 - 4665$  Å e as

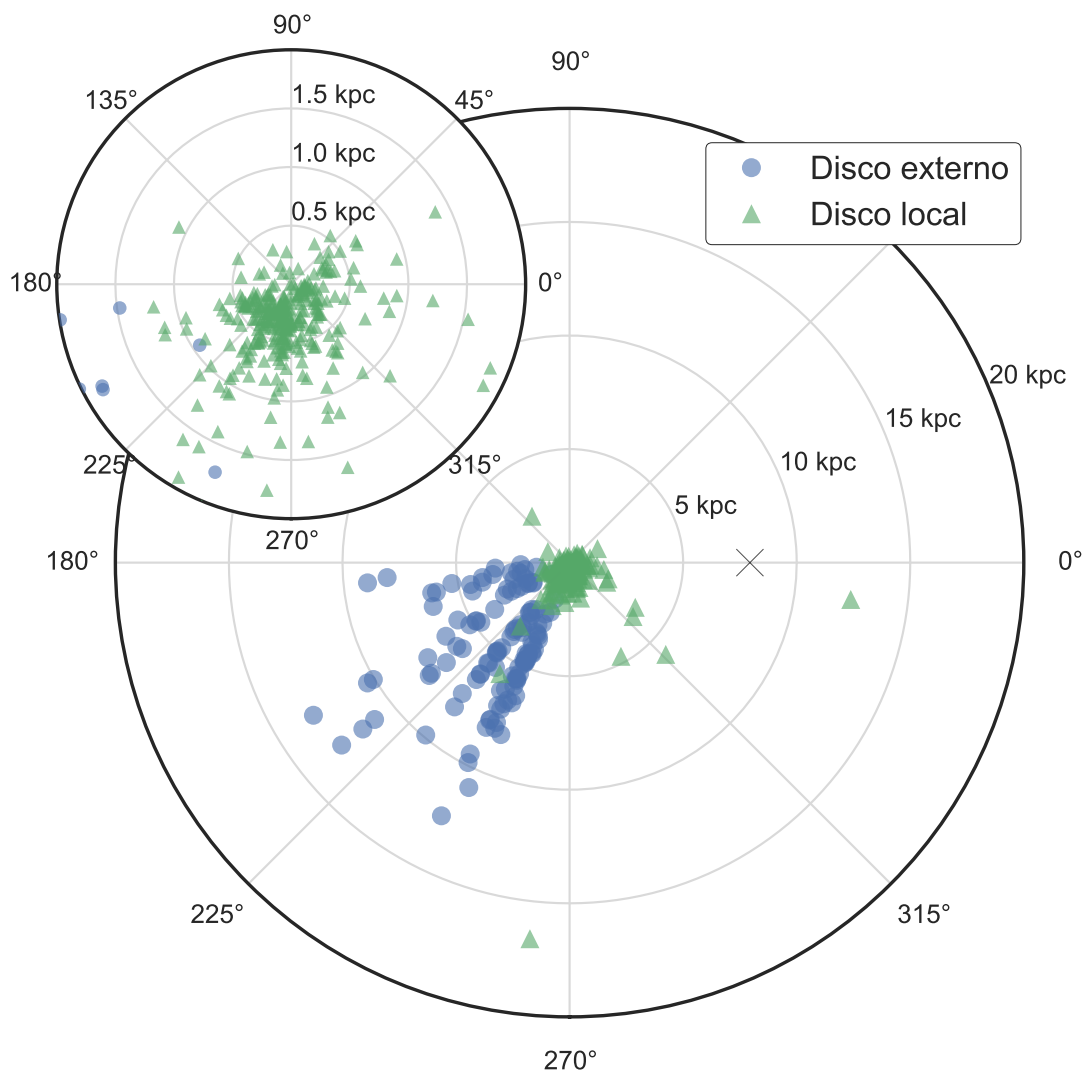


Figura 2.1: Posições heliocêntricas no plano Galáctico das estrelas observadas em ambas as amostras. Círculos azuis representam as estrelas da amostra do disco externo e os triângulos verdes, as estrelas da amostra do disco local. A cruz marca a posição do Centro Galáctico, adotando uma distância heliocêntrica de 7.94 kpc (Groenewegen et al., 2008). O gráfico superior apresenta a região central em detalhe.

estrelas estão apresentadas em ordem decrescente de temperatura efetiva. Nesta região espectral, as linhas de Si IV ( $\lambda 4631$  e  $\lambda 4654$  Å) e as razões de intensidades das linhas de N III/N II e C III/O II são usadas como indicadores de temperatura efetiva.

Com o objetivo de minimizar possíveis efeitos evolutivos na velocidade rotacional projetada e dado que a calibração usada para obter este parâmetro (descrita na Sec. 3.3) é válida para estrelas da sequência principal, inspecionamos os espectros a procura de estrelas evoluídas. Como critério de seleção, utilizamos as linhas de Balmer e outras características espectrais, tais como as razões de intensidades das linhas  $\lambda 4686$  He II

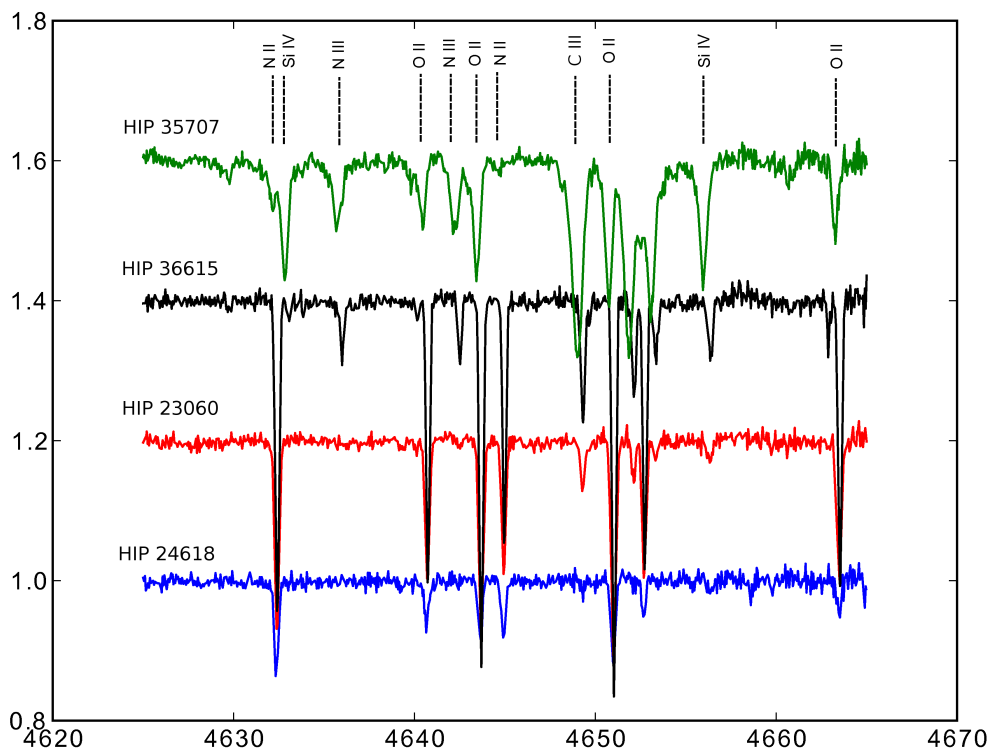


Figura 2.2: Exemplo de espectros de quatro estrelas da nossa amostra. A faixa espectral é  $\lambda\lambda 4625 - 4665 \text{ \AA}$ . O espectro em verde representa o espectro da estrela HIP 35707 (O9 V); o espectro em preto representa o da estrela HIP 36615 (B1 V); o espectro em vermelho, o da estrela HIP 23060 (B2 V); e o espectro em azul, o da estrela HIP 24618 (B2 V). Os espectros foram arbitrariamente deslocados em fluxo para uma melhor visualização.

$\lambda\lambda 4713 \text{ He I}$  e  $\lambda 4552 \text{ Si III}/\lambda 4387 \text{ He I}$ . Vinte e nove estrelas foram assim classificadas como potencialmente evoluídas (classe de luminosidade III ou mais luminosa) e nossa amostra final consiste de 350 estrelas.

## 2.2 Disco externo

A seleção da amostra do disco externo teve como principal critério observar estrelas B localizadas na direção do anticentro Galáctico. Para este fim, utilizamos as compilações feitas por Reed (1998, 2003). A compilação de 1998 tem como base o levantamento de Case-Hamburg, que foi publicado em seis catálogos: “Luminous Stars in the Southern Milky Way” (Stephenson & Sanduleak, 1971) e “Northern Milky Way Luminous Star Catalogs” (Stock et al., 1960; Nassau & Stephenson, 1963; Hardorp et al., 1964; Nassau et al., 1965), totalizando aproximadamente 10 graus quadrados do plano Galáctico,

com mais de doze mil objetos de magnitudes  $V < 13.5$  e composto em sua maioria de estrelas O e B. A compilação de 2003 suplementa o trabalho inicial de Reed ao incluir estrelas que não estavam presentes na compilação de 1998. Os dados compilados incluem fotometria e tipo espectral.

Dos catálogos de Reed, selecionamos as estrelas com longitude galáctica  $180^\circ < l < 250^\circ$  e com o índice livre de avermelhamento  $Q^1$  entre  $-0.98$  e  $-0.60$ . Estes valores de  $Q$  correspondem a estrelas do tipo espectral B2 ou mais precoce, de acordo com a calibração de Fitzgerald (1970). Estrelas brilhantes, com magnitude aparente  $V < 10$ , portanto propícias a serem estrelas próximas, não foram selecionadas para a amostra. Também não selecionamos estrelas em cujos espectros já foram detectadas linhas de emissão.

Os tipos espectrais dos catálogos de Reed são de uma variedade de fontes e há múltiplas entradas para uma mesma estrela. Quando isto ocorria, nós preferimos os valores obtidos pelo trabalho mais recente. Em nossa amostra, 86% são estrelas classificadas como classe de luminosidade IV–V e as demais são da classe III ou sem classificação. Assim, podemos considerar que nossa amostra é constituída em sua maioria por estrelas não evoluídas.

As observações das estrelas desta amostra foram realizadas no mesmo telescópio e com o mesmo espectrógrafo utilizado nas observações das estrelas do disco local. A missão observacional constituiu-se de seis noites (30/12/2007 a 3/01/2008). Os tempos de exposição foram calculados de tal forma que a razão sinal-ruído (S/R) fosse igual a 100. No total, 136 estrelas foram observadas. A Fig. 2.1 apresenta as posições heliocêntricas no plano Galáctico dos objetos observados representados por círculos azuis.

Infelizmente, nesta missão de 2008, o dispositivo de carga acoplada (*Charge-Coupled Device*) (CCD) utilizado apresentava uma grave irregularidade que afetou diversas ordens espectrais. Na figura 2.3, graficamos apenas as observações de *flat field* a fim de realçar a intensidade deste defeito. Note que o defeito se localiza no centro de cada ordem e seu formato varia entre as ordens. Apesar de não discutido no manual do instrumento, Ian Thompson (comunicação particular) nos apontou que a resposta do CCD estava mudando com o tempo e que foi substituído em 2009, após as nossas observações. Além disso, também havia uma forte contaminação nos perfis das linhas causadas pela utilização de uma estrela do tipo espectral A ou B como *milky flat*<sup>2</sup>. Como resultado, os procedimentos padrões de redução se mostraram insatisfatórios. Ao realizar uma seleção mais cuidadosa das imagens de *flat field* e usando espectros de

<sup>1</sup>O índice  $Q$  é definido como sendo  $Q = (B - V) - K \cdot (U - B)$ , em que  $(B - V)$  e  $(U - B)$  são cores do sistema fotométrico Johnson e  $K = 0.72$  para estrelas B da sequência principal.

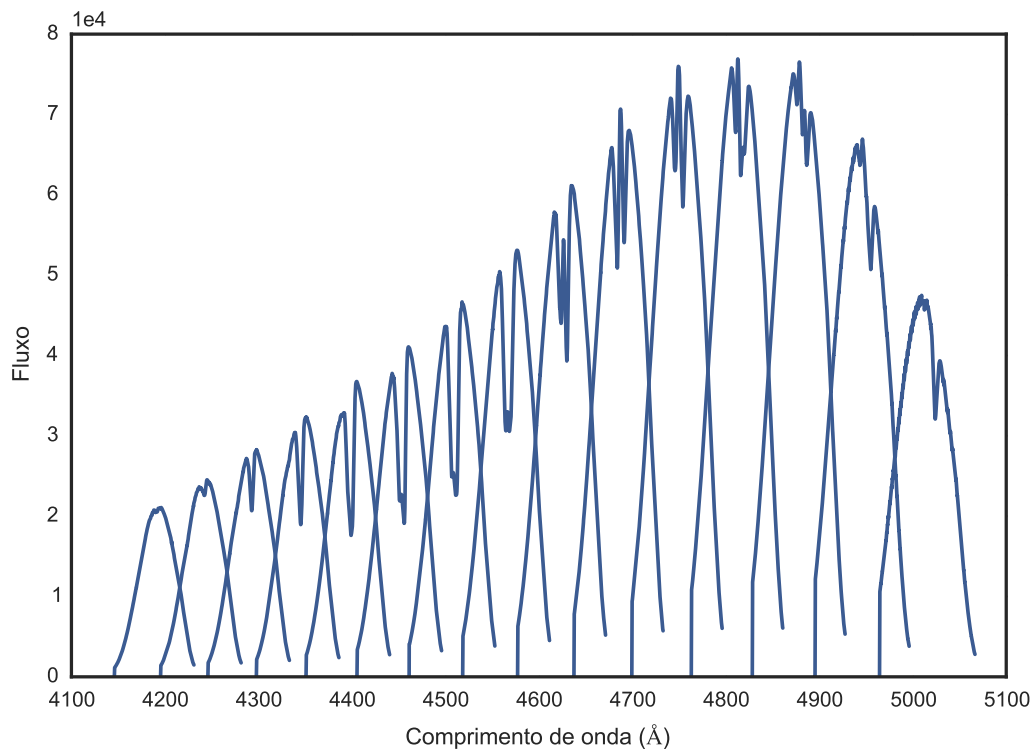


Figura 2.3: Espectros de *flat field* apresentando o defeito no [CCD](#). O defeito está presente no centro de cada ordem. Note que a forma do defeito varia entre as ordens. Apenas as ordens defeituosas estão mostradas.

lâmpadas de quartzo, obtivemos espectros finais de melhor qualidade. Porém, ainda é possível notar traços do defeito no [CCD](#) em algumas ordens de alguns espectros.

A fim de ilustrar a qualidade dos espectros finais obtidos, apresentamos os espectros em ordem decrescente de [velocidade rotacional projetada](#) de algumas estrelas nas Figuras 2.4 e 2.5, que mostram espectros normalizados nas regiões  $\lambda\lambda$  4520–4590 Å e 4660–4720 Å, respectivamente. Nestas regiões identificamos algumas linhas de Si III e O II que utilizamos em nossa análise. Os espectros apresentados estão normalizados. Note que o defeito no [CCD](#) é visível na região  $\lambda\lambda$  4560–4575 Å.

<sup>2</sup>*Milky flats* são imagens de *flat field* observadas usando um difusor para que seja possível iluminar todo o [CCD](#), inclusive entre as ordens espectrais.

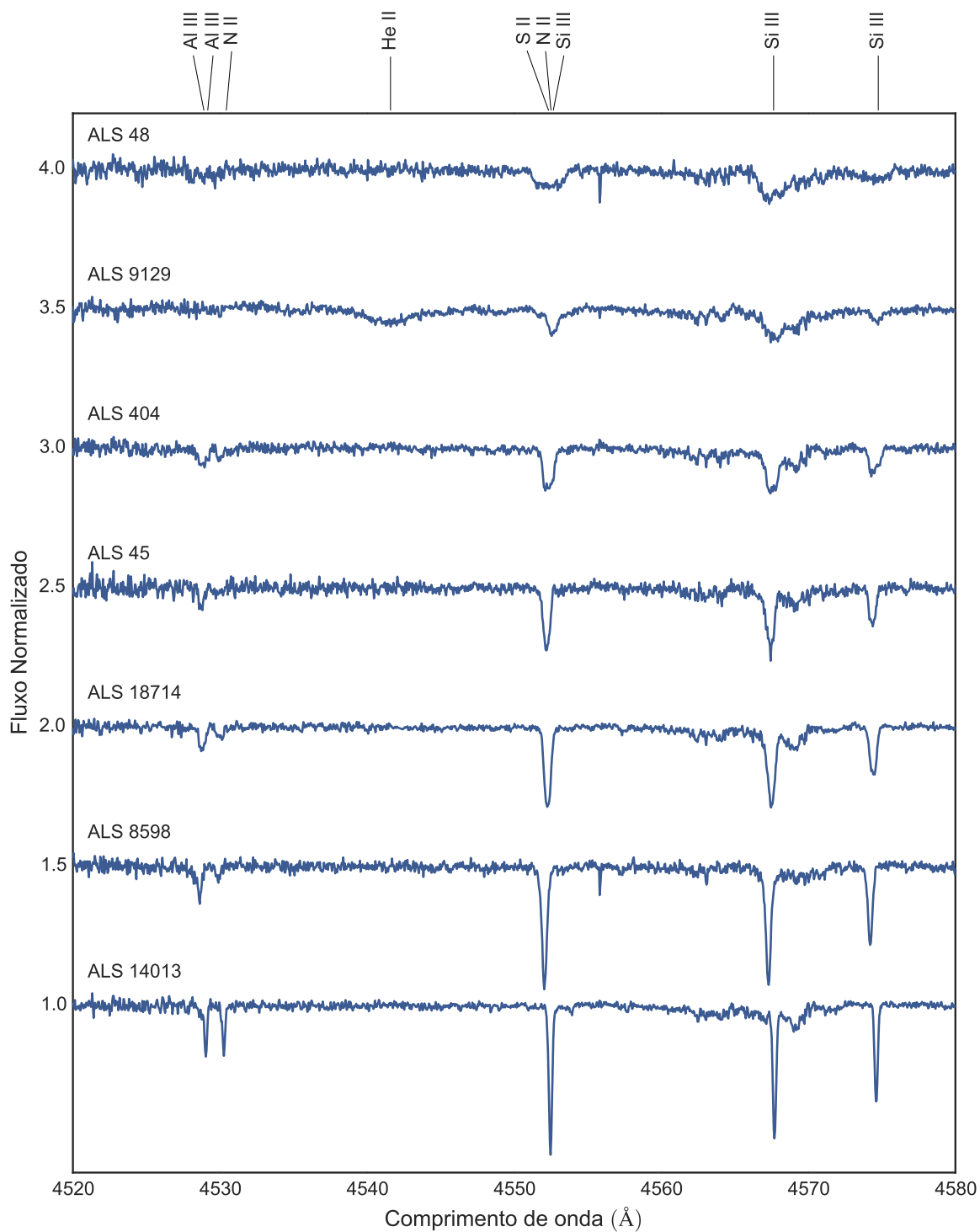


Figura 2.4: Exemplo de espectros de estrelas da amostra na região  $\lambda\lambda$  4520–4590 Å. As três linhas de Si III presentes foram usadas na análise. Note que o defeito no CCD é visível na região  $\lambda\lambda$  4560–4575 Å.

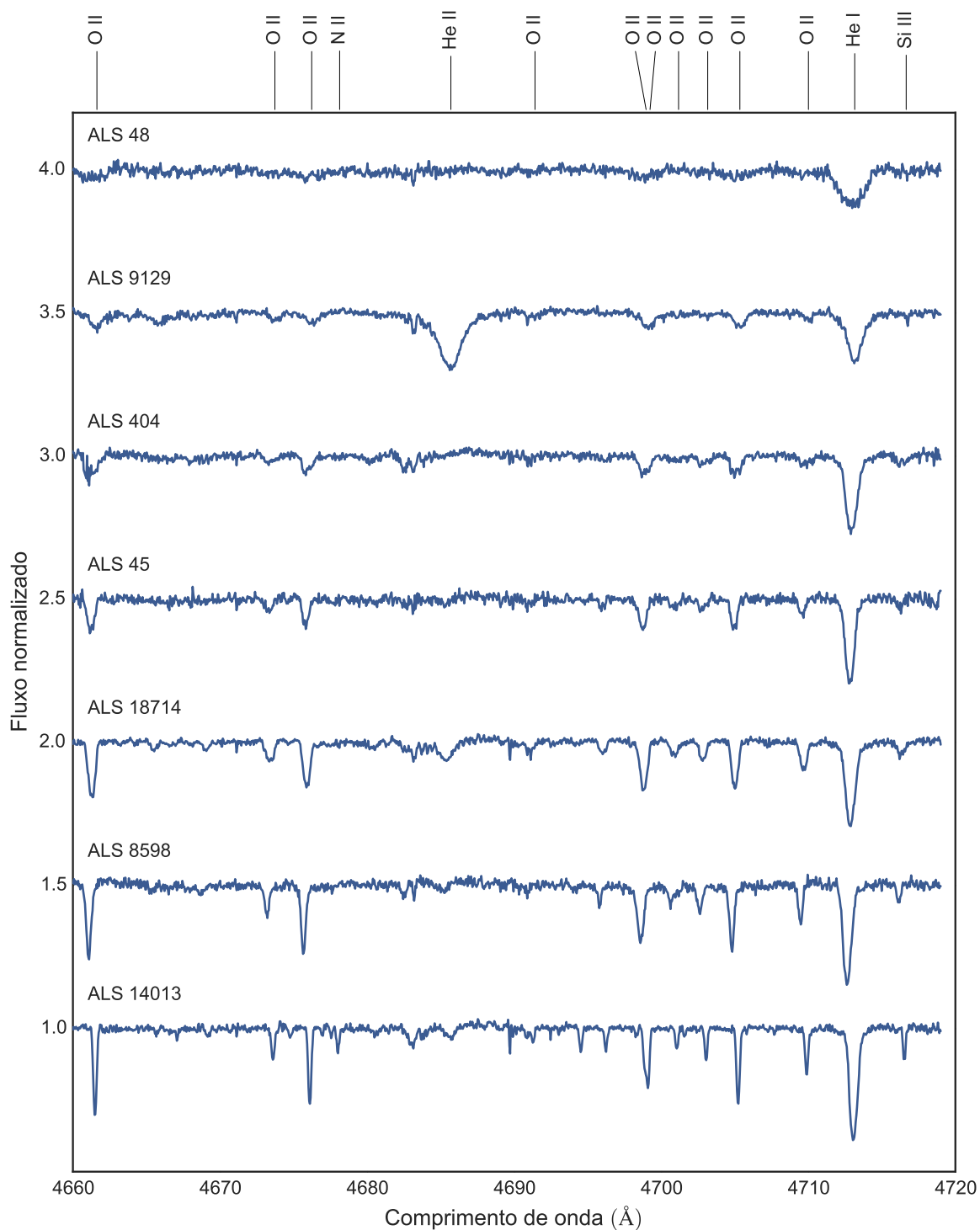


Figura 2.5: Exemplo de espectros de estrelas da amostra na região  $\lambda\lambda$  4660-4720 Å. Algumas das linhas de oxigênio usadas estão representadas.

# Capítulo 3

## Caracterização das Amostras

*“Equipped with his five senses, man explores the universe around him and calls this adventure Science.”*

Edward P. Hubble

Neste capítulo, discursamos sobre a caracterização das amostras. Nesta etapa, determinamos estimativas de temperatura pela fotometria, número de estrelas binárias ou múltiplas na amostra e [velocidade rotacional projetada](#) ( $v \sin i$ ).

Além de determinar algumas propriedades das estrelas e da amostra em si, a caracterização possui um outro objetivo: selecionar estrelas candidatas para uma análise química, descartando estrelas binárias/múltiplas e com  $v \sin i$  maior que, aproximadamente, 50 km/s.

Nas seções seguintes, apresentaremos um panorama geral de como caracterizamos as duas amostras. Os resultados da caracterização da amostra do disco local e da amostra do disco externo estão publicados em [Bragança et al. \(2012\)](#) e [Garmany et al. \(2015\)](#). Ambas publicações estão disponíveis na Sec. [3.4](#).

### 3.1 Binariedade e multiplicidade

Nossa metodologia de análise química é otimizada para inferir os parâmetros de estrelas que não apresentam, em seu espectro, sinal de binariedade ou multiplicidade. Realizamos a identificação de objetos considerados “isolados” através de inspeção visual dos espectros e por resultados publicados na literatura que indiquem binariedade/multiplicidade. Na Fig. [3.1](#), reproduzimos uma figura de [Bragança \(2011\)](#) em que apresenta, como exemplo, algumas linhas espectrais de estrelas binárias/múltiplas, e, para comparação, o espectro de uma estrela isolada (HIP 20884).



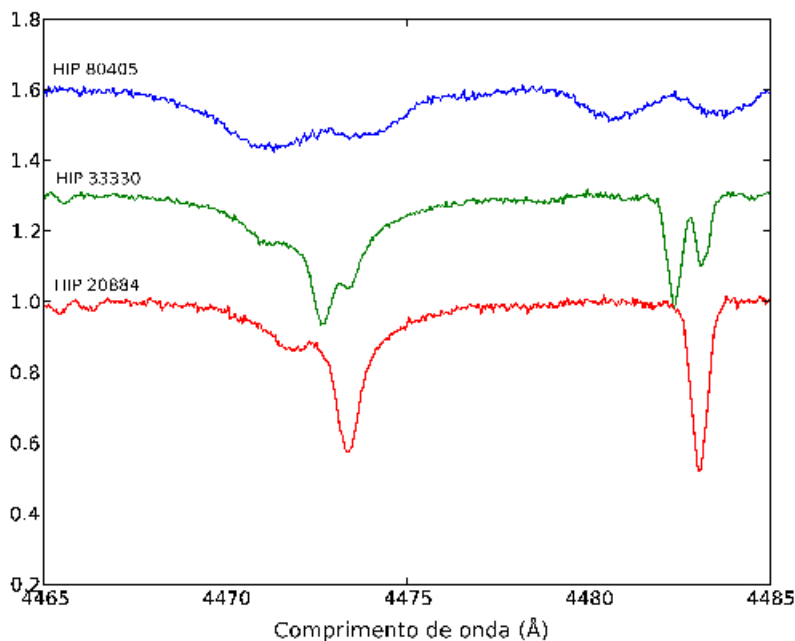


Figura 3.1: Exemplos de espectros de estrelas da amostra do disco local com indicação de binariedade. As figuras apresentam a faixa espectral que contém as linhas de He I  $\lambda 4471$  Å e de Mg II  $\lambda 4483$  Å. A estrela HIP 20884 é exemplo de estrela isolada, para fins de comparação. Fonte: [Bragança \(2011\)](#).

Algumas estrelas da nossa amostra do disco local também foram identificadas como binárias/múltiplas nos estudos de [Eggleton & Tokovinin \(2008\)](#) e [Lefèvre et al. \(2009\)](#). Eggleton e Tokovinin estudaram a multiplicidade de estrelas com  $V > 6.0$  do catálogo HIPPARCOS ([Perryman et al., 1997](#)), realizando um levantamento bibliográfico de larga escala, totalizando 4559 estrelas. Lefèvre e colaboradores estudaram a variabilidade de estrelas OB baseados na fotometria do catálogo HIPPARCOS. Como variabilidade não é resultado apenas de binariedade/multiplicidade, este estudo também foi útil para identificar estrelas anômalas da amostra do disco local.

Identificamos 78 e 9 estrelas binárias ou candidatas a binárias nas amostras do disco local e do disco externo, respectivamente, que foram descartadas da amostra para a análise de abundâncias. Alguns trabalhos na literatura apontam valores mais altos para a quantidade de estrelas binárias ou múltiplas em amostras de estrelas massivas (e.g., [Sana et al. 2012](#)). As nossas amostras foram selecionadas de tal forma que apenas estrelas isoladas fossem escolhidas, e por esta razão, a taxa de binariedade é menor do que a apresentada em outros trabalhos.

## 3.2 Temperatura fotométrica

A temperatura efetiva é um dos parâmetros fundamentais das estrelas, junto com a gravidade superficial e sua massa. Como será descrito mais adiante, nosso método de obtenção de [velocidade rotacional projetada](#) exige o conhecimento prévio da temperatura. Assim, nós estimamos a [temperatura efetiva](#) das estrelas utilizando a calibração de [Massey et al. \(1989\)](#):

$$\log T_{ef} = 3.994 - 0.267 \cdot Q + 0.364 \cdot Q^2, \quad -0.95 \lesssim Q \lesssim -0.35, \quad (3.1)$$

em que  $Q$  é o índice livre de avermelhamento já definido anteriormente (ver Cap. 2).

A Fig. 3.2 apresenta as distribuições de [temperatura efetiva](#) das amostras dos discos local e externo, que estão representadas, respectivamente, pelas cores azul e vermelho. Pelo gráfico, podemos notar que a nossa amostra do disco externo possui menos estrelas frias que a amostra do disco local. Como visto no Cap. 2, ao compor a amostra do disco externo, nós selecionamos apenas as estrelas com magnitude aparente superior a 10, a fim de obter as estrelas mais distantes. Como magnitude e temperatura são parâmetros diretamente relacionados, a nossa amostra está enviesada para objetos mais quentes. Assim, nossa amostra do disco local é composta de estrelas com tipo espectral O9 a B5 e a amostra do disco externo, O9 a B3.

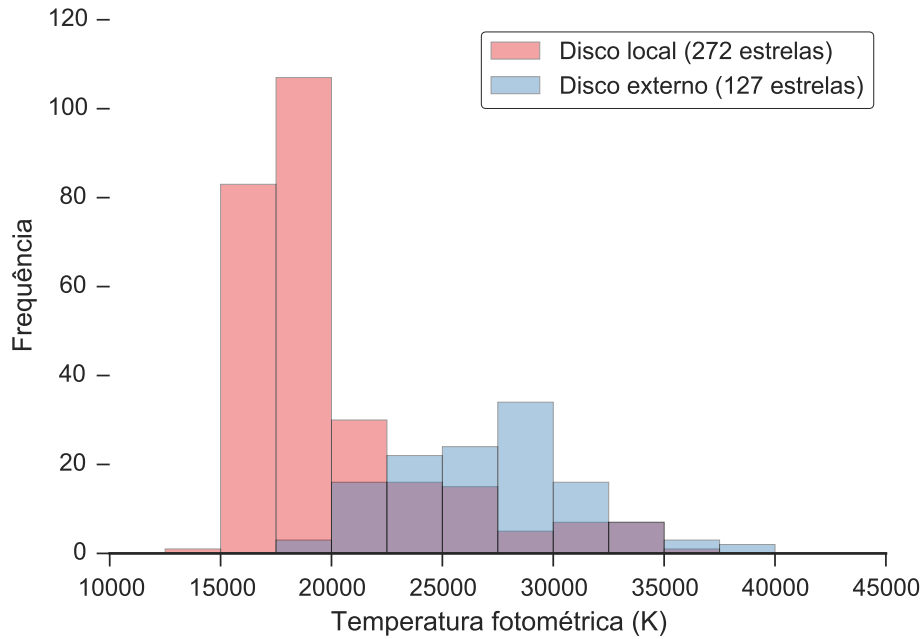


Figura 3.2: Distribuição de temperatura fotométrica de ambas as amostras. As amostras do disco local e externo são apresentadas, respectivamente, pela cor vermelha e azul.

### 3.3 Velocidade rotacional projetada

Utilizamos a calibração de [Daflon et al. \(2007\)](#) entre *largura à meia altura (LMA)* e  $v \sin i$  para três linhas de He I localizadas em 4026, 4388 e 4471 Å para obter a *velocidade rotacional projetada* das estrelas de ambas as amostras. A distribuição de  $v \sin i$  para as estrelas de ambas as amostras apresenta um comportamento bimodal, que foi primeiramente identificado por [Guthrie \(1982\)](#). No cap. 1, descrevemos com mais detalhes a bimodalidade na distribuição de  $v \sin i$  e suas possíveis explicações.

Em ambas as amostras, identificamos as estrelas que possuíam algum estudo prévio na literatura acerca de sua pertinência a aglomerados e associações. Assim, foi possível analisar a distribuição de  $v \sin i$  para cada subgrupo: aglomerado, associação e campo (as distribuições podem ser vistas nas Figs. 9 e 7 de, respectivamente, [Bragança et al. 2012](#) e [Garmany et al. 2015](#)). Utilizando métodos estatísticos, obtivemos resultados que corroboram os resultados anteriores (e.g., [Huang & Gies 2006b](#); [Wolff et al. 2007](#)) que apontaram que estrelas de aglomerado tendem a ter um valor maior de  $v \sin i$  em relação as estrelas de associações estelares.

Há duas teorias que tentam explicar estes resultados. [Wolff et al. \(2007\)](#) sugerem que estes resultados são influência da densidade do aglomerado progenitor, em que aglomerados mais densos produziram estrelas com maior  $v \sin i$ . Já [Huang & Gies \(2006b\)](#) sugerem que estes resultados são frutos da evolução estelar, em que estrelas

mais evoluídas possuiriam  $v \sin i$  menor devido ao aumento do raio. Ainda é incerto se a tendência encontrada para cada subgrupo estelar (campo, associação e aglomerado) é devido a densidade da nuvem progenitora ou a efeitos evolutivos e foi impossível precisar a teoria mais plausível com os nossos resultados.

Nossa amostra do disco local possui 34 estrelas que foram identificadas como candidatas a estrelas fugitivas (*runaways*) por Tetzlaff et al. (2011). A distribuição de  $v \sin i$  destas estrelas apresenta dois picos: um entre 0–50 km/s e outro entre 100 e 150 km/s. Pela sua distribuição, acreditamos que a maioria das estrelas fugitivas tenham se originado de aglomerados, através de um mecanismo de ejeção dinâmica. Entretanto, fazemos notar que não há aglomerados de grande massa e densos próximos ao Sol. As estrelas de baixo  $v \sin i$  poderiam estar relacionados com associações OB, já que, como discutido anteriormente, as estrelas de associações tendem a ter um valor de  $v \sin i$  menor, na média, do que as estrelas de aglomerado.

### 3.4 Artigos

Uma descrição mais detalhada acerca da caracterização das amostras analisadas podem ser encontradas nos artigos a seguir.

- *Projected Rotational Velocities and Stellar Characterization of 350 OB Stars in The Nearby Galactic Disk* (Bragança et al., 2012).
- *Projected Rotational Velocities of 136 Early B-type Stars in the Outer Galactic Disk* (Garmany et al., 2015).

PROJECTED ROTATIONAL VELOCITIES AND STELLAR CHARACTERIZATION  
OF 350 B STARS IN THE NEARBY GALACTIC DISKG. A. BRAGANÇA<sup>1</sup>, S. DAFLON<sup>1</sup>, K. CUNHA<sup>1,2,3</sup>, T. BENSBY<sup>4</sup>, M. S. OEY<sup>5</sup>, AND G. WALTH<sup>6</sup><sup>1</sup> Observatório Nacional-MCT, Rua José Cristino, 77. CEP 20921-400, Rio de Janeiro-RJ, Brazil; [braganca@on.br](mailto:braganca@on.br)<sup>2</sup> National Optical Astronomy Observatory, 950 North Cherry Avenue, Tucson, AZ 85719, USA<sup>3</sup> Department of Astronomy/Steward Observatory, University of Arizona, 933 North Cherry Ave., Rm. N204, Tucson, AZ 85721-0065, USA<sup>4</sup> Lund Observatory, Department of Astronomy and Theoretical Physics, Box 43, SE-22100, Lund, Sweden<sup>5</sup> Astronomy Department, University of Michigan, 830 Dennison Building, Ann Arbor, MI 48109-1042, USA<sup>6</sup> Steward Observatory, University of Arizona, 933 North Cherry Avenue, Tucson, AZ 85721, USA

Received 2012 April 27; accepted 2012 August 1; published 2012 September 28

## ABSTRACT

Projected rotational velocities ( $v \sin i$ ) are presented for a sample of 350 early B-type main-sequence stars in the nearby Galactic disk. The stars are located within  $\sim 1.5$  kpc from the Sun, and the great majority within 700 pc. The analysis is based on high-resolution spectra obtained with the MIKE spectrograph on the Magellan Clay 6.5 m telescope at the Las Campanas Observatory in Chile. Spectral types were estimated based on relative intensities of some key line absorption ratios and comparisons to synthetic spectra. Effective temperatures were estimated from the reddening-free  $Q$  index, and projected rotational velocities were then determined via interpolation on a published grid that correlates the synthetic FWHM of the He I lines at 4026, 4388 and 4471 Å with  $v \sin i$ . As the sample has been selected solely on the basis of spectral types, it contains a selection of B stars in the field, in clusters, and in OB associations. The  $v \sin i$  distribution obtained for the entire sample is found to be essentially flat for  $v \sin i$  values between 0 and 150 km s<sup>-1</sup>, with only a modest peak at low projected rotational velocities. Considering subsamples of stars, there appears to be a gradation in the  $v \sin i$  distribution with the field stars presenting a larger fraction of the slow rotators and the cluster stars distribution showing an excess of stars with  $v \sin i$  between 70 and 130 km s<sup>-1</sup>. Furthermore, for a subsample of potential runaway stars we find that the  $v \sin i$  distribution resembles the distribution seen in denser environments, which could suggest that these runaway stars have been subject to dynamical ejection mechanisms.

*Key words:* stars: early-type – stars: fundamental parameters – stars: rotation

*Online-only material:* color figures, machine-readable and VO tables

## 1. INTRODUCTION

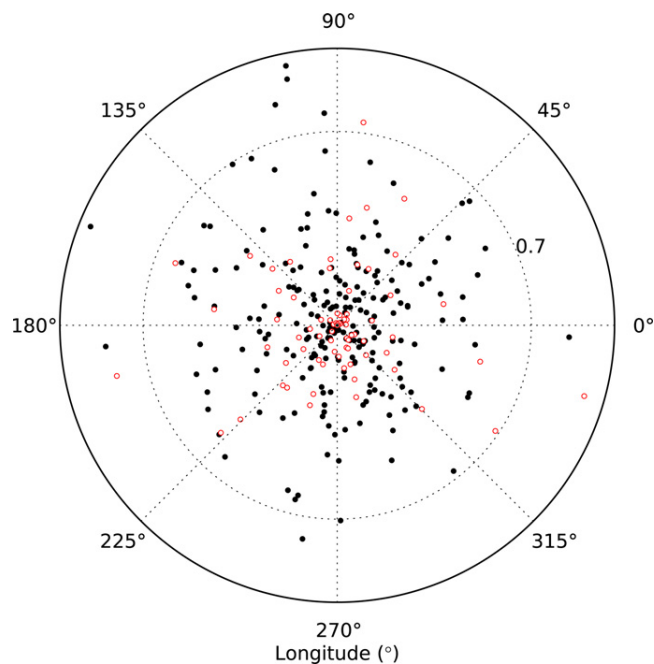
O- and B-type stars, with typical values of projected rotational velocities ( $v \sin i$ ) around 100 km s<sup>-1</sup> and higher, have the largest average  $v \sin i$  values among all main-sequence stars. Stellar rotation appears to be a fundamental parameter constraining the formation of these massive stars and the environments in which they are born, as well as their subsequent evolution. For instance, there is observational evidence that stars formed in denser environments tend to rotate faster than those formed in associations (Wolff et al. 2007) and for O and B stars in the field the proportion of slow rotators seems to be even higher (see Huang & Gies 2006 for open clusters and Daflon et al. 2007 for the Cep OB2 association). In addition, rotation may modulate the formation of massive field stars. Oey & Lamb (2011) cite this trend, together with additional empirical evidence based on the stellar clustering law, initial mass function, and direct observations, as evidence that significant numbers of field massive stars form in situ, i.e., they were not born in clusters. Also, rotation might help in understanding the origin of runaway stars.  $v \sin i$  distributions of runaway stars have not been studied much in the literature. Martin (2006) studied the  $v \sin i$  distribution of high latitude OB runaway stars and noted the lack of slow rotators compared to a field sample. This was interpreted in that study as evidence that those runaway stars might have been ejected from OB associations.

The study of  $v \sin i$  distributions of samples of OB stars born in different environments, such as clusters, OB associations, or the general Galactic field, and selected without bias concerning

cluster membership, can be used to probe the interplay between star formation and stellar rotation. In this paper, we analyze such a sample; we present the spectroscopic observations and a first characterization of a sample of 350 OB stars located within  $\sim 2$  kpc from the Sun. The goal of this study is to define the stars in terms of their effective temperatures, along with their projected rotational velocities, with the emphasis on the  $v \sin i$  distributions from stars in different environments. These stars will be analyzed in terms of their chemical composition in a future study. This paper is divided as follows: Section 2 describes the observations and sample selection; Section 3.1 selects from the observed sample the binary or multiple stars; Section 3.2 discusses the derived effective temperatures and spectral classification for the sample. Finally, projected rotational velocities are derived in Section 4. In Section 5, we discuss the  $v \sin i$  distributions obtained for the studied sample and in Section 6, we present the conclusions.

## 2. OBSERVATIONS AND THE SAMPLE

Based on the spectral type as the sole criterion, we selected 379 O9 to B4 main-sequence stars from the *Hipparcos* catalog (Perryman et al. 1997). High-resolution spectra were then obtained for these stars on 2007 January 8, 9 and April 8 with the MIKE spectrograph at the Magellan Clay 6.5 m telescope on Las Campanas observatory in Chile. MIKE (Bernstein et al. 2003) is a double échelle spectrograph that registers the whole spectrum on two CCDs (red side 4900–9500 Å and blue side 3350–5000 Å) in a single exposure. Here, the blue spectra are



**Figure 1.** Polar plot showing the positions of the sample stars projected onto the Galactic plane. The radius is limited to 1 kpc and the concentric dotted circle represents the distance of 0.7 kpc, within which  $\sim 80\%$  of the stars in our sample are located. The open red circles are spectroscopic binaries/multiple systems identified in our sample. Values for distance of the stars are more uncertain beyond 0.5 kpc of the Sun.

(A color version of this figure is available in the online journal.)

analyzed as these contain most of the diagnostic spectral lines needed for estimating  $v \sin i$ , spectral type, and the effective temperature ( $T_{\text{eff}}$ ) of the star. The spectral resolution of the observed spectra is  $R \sim 55,000$  and was obtained using a slit width of 0.7 arcsec.

In order to minimize possible evolutionary effects on the  $v \sin i$  and given that the He I line width calibration adopted in this study (Daflon et al. 2007, Section 4) is valid for main-sequence stars, we screened the observed spectra in order to exclude all evolved stars from the sample. The Balmer lines and other spectral features which are sensitive to surface gravity such as, the line ratios  $\lambda 4686 \text{ He II} / \lambda 4713 \text{ He II}$  (stars with spectral types O9–B0) and  $\lambda 4552 \text{ Si III} / \lambda 4387 \text{ He I}$  (stars classified as B1 or later), were used as the primary luminosity criteria. Our final sample consists of 350 stars and is expected to contain only main-sequence stars and not giants or supergiants.

The observed sample of stars is displayed in Figure 1 in terms of their Galactic longitude and heliocentric distance projected onto the Galactic plane. The stars in the sample are all nearby ( $\sim 80\%$  is within 700 pc) and relatively bright ( $V \sim 5\text{--}10$ ). Spectra with signal-to-noise ratios of the order of 100 were achieved with short exposure times ranging from a few seconds to a few minutes. The spectra were reduced with the Carnegie Observatories python pipeline<sup>7</sup> and followed standard data reduction procedures: bias subtraction, division by flat field, and wavelength calibration. In addition, small pieces containing the lines of interest were manually normalized to a unit continuum using the task `continuum` in IRAF.<sup>8</sup> Sample spectra are shown in Figure 2 in the spectral region between 4625 and 4665 Å, which contains spectral lines of C, N, O, and Si. The spectra are

<sup>7</sup> Available at <http://obs.carnegiescience.edu/Code/mike>.

<sup>8</sup> <http://iraf.noao.edu/>

**Table 1**  
Binary/multiple Stars

HIP	Spectral Type	Bin.
17563	B3V	Lef09, ET08
17771	B3V	ET08
21575	B3V	SB, Lef09
22663	B2/B3V	Asym., Lef09
25028	B3V	SB, ET08

**Notes.** The columns are: (1) the *Hipparcos* identification, (2) the spectral type, (3) Binarity/multiplicity: we classified the star as “asym.” when it has an asymmetric line profile or “SB” when it is a spectroscopic binary. Some stars are listed as binaries in Lefèvre et al. (2009, Lef09) and/or Eggleton & Tokovinin (2008, ET08).

(This table is available in its entirety in machine-readable and Virtual Observatory (VO) forms in the online journal. A portion is shown here for guidance regarding its form and content.)

shown for five target stars and these are displayed in order of increasing temperature.

### 3. STELLAR CHARACTERIZATION

#### 3.1. Identification of Spectroscopic Binaries

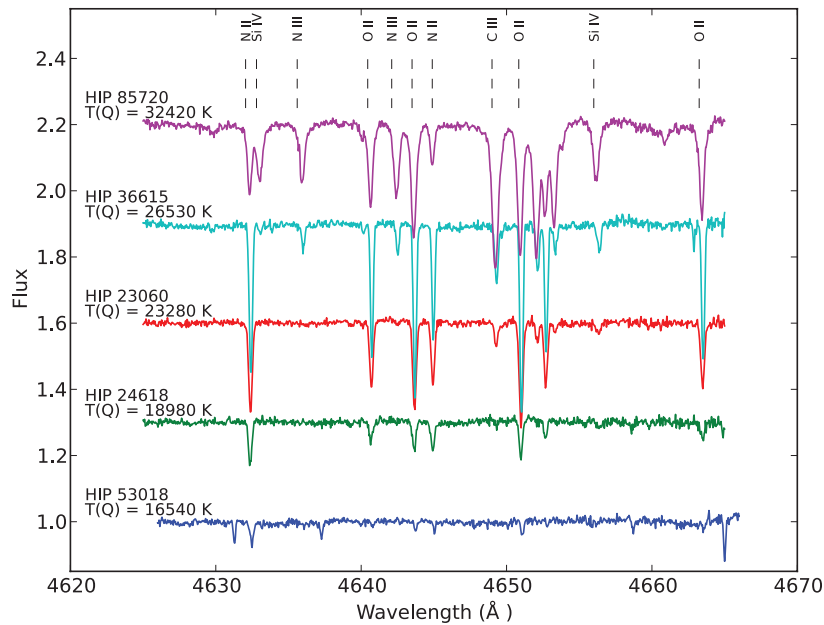
It is likely that most massive OB stars form in clusters or associations, with the probability of a star forming with a companion being high. The recent study by Oudmaijer & Parr (2010), for example, found a binary fraction of  $\sim 30\%$  in their photometric survey of B and Be stars. A first objective in this study is to identify those stars, among the 350 stars observed, that show spectral signatures of binary or multiple components. This was done through a careful visual inspection of their spectra. Single-line spectroscopic binaries are not detected here, as the spectra are only from single epoch observations. Spectroscopic binaries will be discarded from further analysis in this study since the methodology here is most appropriate for spectra showing a single component.

Some stars in our sample were identified as clearly having double, multiple, or asymmetric spectral lines. In addition, some stars in our sample which were found to be binary or multiple systems in the large survey of stellar multiplicity within the *Hipparcos* catalog by Eggleton & Tokovinin (2008) and/or appeared as binaries in the study of OB star variability based on *Hipparcos* photometry by Lefèvre et al. (2009). Table 1 lists 78 stars culled from the sample as spectroscopic binaries or multiple systems, representing 22% of the stars in our sample. Column 1 has the star identification, Column 2 lists the spectral types from SIMBAD.<sup>9</sup> In Column 3, stars are classified as “SB,” if they were found here to be a spectroscopic binary or multiple system; “asym.” if they exhibited asymmetric line profiles; and ET08 and Lef09 if they were in Eggleton & Tokovinin (2008) or Lefèvre et al. (2009). The stars in Table 1 will not be analyzed in the remainder of this paper.

#### 3.2. Spectral Types and Effective Temperatures

The spectral types of the stars were determined based on the classification system presented in the Atlas of OB stars by Walborn & Fitzpatrick (1990). Relative intensities of some key absorption line ratios such as:  $\lambda 4471 \text{ He I} / \lambda 4481 \text{ Mg II}$ ;  $\lambda 4630 \text{ N II} / \lambda 4631 \text{ Si IV}$ ;  $\lambda 4641 \text{ N III} / \lambda 4643 \text{ N II}$ , and  $\lambda 4649$

<sup>9</sup> <http://simbad.u-strasbg.fr>



**Figure 2.** Example spectra of five sample stars in the region 4625–4665 Å. Some spectral lines are identified. The spectra were arbitrarily displaced in intensity for better viewing.

(A color version of this figure is available in the online journal.)

**Table 2**  
*v sin i* Results for the Entire Sample

HIP	Spectral Type	<i>V</i>	<i>Q</i>	<i>T</i> <sub>eff</sub> (K)	FWHM (Å)			<i>v sin i</i> (km s <sup>-1</sup> )			<i>(v sin i)</i> (km s <sup>-1</sup> )	$\sigma(v sin i)$ (km s <sup>-1</sup> )	<i>N</i>	Memb.
					(4026 Å)	(4388 Å)	(4471 Å)	(4026 Å)	(4388 Å)	(4471 Å)				
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)	(14)	(15)
14898	B5V	7.03	-0.41	14610	...	1.0	0.7	...	5	4	4	1	2	R
15188	B3Ve	7.96	-0.53	17290	4.2	3.9	3.7	153	151	118	141	19	3	R
16466	B4V	9.32	-0.51	16780	1.7	1.5	1.0	22	30	...	26	5	2	R
18926	B3V	6.45	-0.62	19930	5.7	5.7	5.4	234	235	194	221	23	3	...
18957	B3V	5.31	-0.5	16540	1.8	1.6	1.2	28	33	23	28	5	3	...

**Notes.** The columns are: (1) *Hipparcos* identification; (2) spectral type; (3) apparent magnitude *V*; (4) value of the *Q* parameter; (5) effective temperature *T*<sub>eff</sub>; (6, 7, 8) FWHM in Å of the three He I lines (4026, 4388, and 4471 Å); (9, 10, 11) *v sin i* of the same He I lines; (12) mean *v sin i*; (13) standard deviation of the *v sin i* between the available measures; (14) the number of He I lines used; and (15) the membership classification (“A” for associations, “C” for clusters, and “R” for runaway stars). All the velocities are in km s<sup>-1</sup>.

(This table is available in its entirety in machine-readable and Virtual Observatory (VO) forms in the online journal. A portion is shown here for guidance regarding its form and content.)

C III/λ4650 O I were used to assign spectral types. In order to map the Walborn & Fitzpatrick spectral types into our sample, a small grid of non-LTE synthetic spectra of two spectral regions, 4450–4490 Å and 4630–4700 Å were computed for *T*<sub>eff</sub> values between 15,000–33,000 K, logarithmic of the surface gravity log *g* = 4.0, and solar composition. The theoretical spectra were calculated with the codes TLUSTY and SYNPL0T (Hubeny 1988; Hubeny & Lanz 1995). The Walborn & Fitzpatrick standard star spectra were then visually matched to their closest synthetic counterpart in the grid; spectral types assigned as O9, B0, B1, B2, B3, B4, and B5 were found to correspond to model spectra with *T*<sub>eff</sub> values of 33,000 K, 30,000 K, 25,000 K, 20,000 K, 18,000 K, 16,000 K, and 15,000 K, respectively.

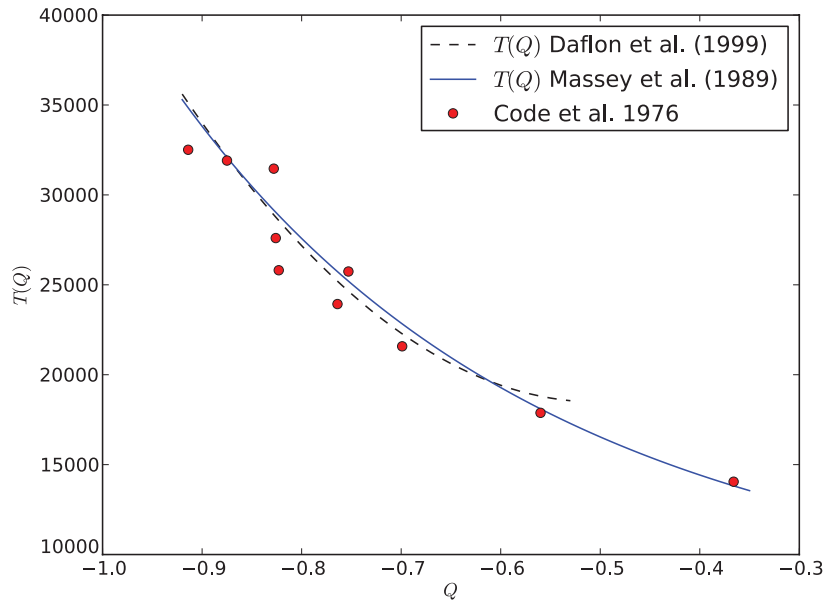
Synthetic and observed spectra were then compared by visual inspection in order to assign spectral types for the target stars. The goal was simply to determine an appropriate spectral type to each star, and not to match in detail the observed and theoretical spectra in a fine analysis. Since a fraction of the stars in our sample have spectral lines somewhat blended by

rotation, synthetic spectra were convolved for *v sin i* (in steps of *v sin i* = 50 km s<sup>-1</sup>) in order to aid in the assignment of spectral types of broad-lined stars. Spectral types for the target stars are listed in Table 2 (Column 2).

Effective temperatures for the stars were estimated from a calibration of the classical reddening free parameter *Q* (Johnson 1958;  $Q = (U - B) - X \cdot (B - V)$ , where  $X = E(U - B) / E(B - V)$ ). In order to estimate *T*<sub>eff</sub> for the sample stars in this study, we will adopt the *T*(*Q*) calibration presented in Massey et al. (1989) and defined below:

$$\log T_{\text{eff}} = 3.994 - 0.267 \cdot Q + 0.364 \cdot Q^2. \quad (1)$$

A *T*(*Q*) calibration has also been proposed by Daflon et al. (1999). However, a large number of stars in the sample studied here are much cooler than the validity range of the Daflon et al. calibration. Figure 3 shows as a solid blue line the calibration by Massey et al. (1989) for the *Q*-interval of the stars in this study. The calibration by Daflon et al. (1999) is also



**Figure 3.**  $T(Q)$  calibration from Massey et al. (1989, solid blue line) which was adopted in this study to estimate effective temperatures for the target stars. The  $Q$ -index calibration from Daflon et al. (1999) is also shown for comparison (black dashed line). The red filled circles represent the stars with measured radius and effective temperatures in Code et al. (1976).

(A color version of this figure is available in the online journal.)

shown in Figure 3 as black dashed line, for comparison. The average differences between the two calibrations are relatively small:  $\langle \Delta T_{\text{eff}} \rangle = -380$  K and  $\sigma = 177$  K, for  $Q$ -values ranging between  $-0.62$  and  $-0.87$ ; and  $\langle \Delta T_{\text{eff}} \rangle = +583$  K and  $\sigma = 405$  K for  $Q$ -values between  $-0.61$  and  $-0.53$ . Effective temperatures for those stars with measured radius from Code et al. (1976) are shown by red circles in Figure 3. The overall agreement of the Code et al. (1976) results with the calibrations is generally good but with significant scatter, which is indicative of the uncertainties when using the  $Q$ -index as a temperature indicator. More recently, Paunzen et al. (2005) also presented a calibration for the  $Q$ -index with the effective temperature and the  $T \times Q$  relation in that study is quite similar to the one derived in Massey et al. (1989).

The Johnson color indices ( $U - B$ ) and ( $B - V$ ) for the studied stars were obtained from Mermilliod (1987). For those 57 stars in the sample without published Johnson photometry,  $UBV$  colors were computed from Strömgren photometry from Hauck & Mermilliod (1980, 1998), using the transformation in Harmanec & Božić (2001). In addition, there were 41 remaining stars in our sample for which there was no available photometry in the literature, and in those cases we relied on spectral types in order to obtain the intrinsic colors from the tables in Fitzgerald (1970) and then estimate  $Q$ . In Columns 3, 4, and 5 of Table 2 we list the  $V$  magnitudes, the  $Q$  parameters, and the derived  $T_{\text{eff}}$  values for 272 stars of the observed sample. The estimated  $T_{\text{eff}}$  values here are good for the purpose of a rough stellar characterization of our sample and, in particular, these suffice for a solid derivation of  $v \sin i$  values since the grid of synthetic spectra used here (Section 4) has been computed for steps of 5000 K in  $T_{\text{eff}}$ .

#### 4. PROJECTED ROTATIONAL VELOCITIES

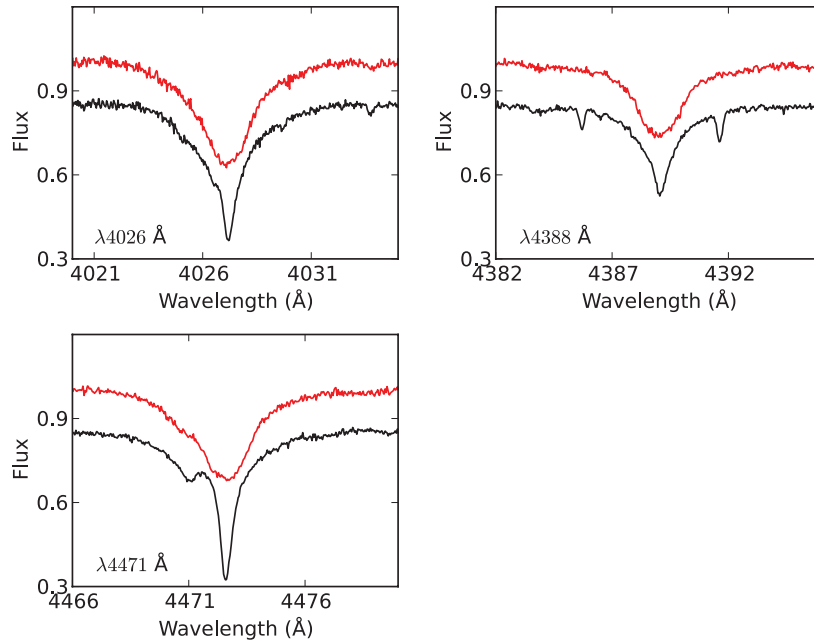
Projected rotational velocities for the targets were estimated from measurements of the FWHM of three He I lines at  $4026 \text{ \AA}$ ,  $4388 \text{ \AA}$ , and  $4471 \text{ \AA}$ . The FWHMs of the He I line

profiles were measured using the IRAF package `splot`, using a procedure consistent with that adopted in Daflon et al. (2007): the continuum level was marked at the line center, and the half-width of the red wing was measured at the half-maximum and then doubled in order to derive the FWHM. Figure 4 shows examples of the sample He I lines for the observed stars HIP 73624 (black continuous line) and HIP 33492 (red dashed line).

The measured FWHM was converted to  $v \sin i$  via interpolating in the grid of synthetic FWHM of He I lines presented in Table 2 of Daflon et al. (2007) for the adopted effective temperature of each star. The synthetic He I profiles in that study were computed in non-LTE using the codes DETAIL (Giddings 1981) and SURFACE (Butler & Giddings 1985) and were based on the helium model atom described in Przybilla (2005). We note that the macroturbulent velocity was kept as zero in the calculation of the synthetic profiles by Daflon et al. (2007) but it is likely to result in additional broadening of the line profiles. Simón-Díaz et al. (2010) did a careful analysis and disentangled the effects of macroturbulence and rotation in line profiles by using Fourier Transform method and obtained macroturbulent velocities for early B-type dwarfs that are generally lower than  $20 \text{ km s}^{-1}$ , with a clear trend of decreasing for late B-types. In order to test the importance of neglecting macroturbulence in the synthetic FWHM of the He lines, we did a test calculation including a Gaussian macroturbulent velocity of  $20 \text{ km s}^{-1}$ . The results indicate that considering the uncertainties of the method adopted here, including macroturbulence at this level, has negligible effect in the measured FWHM of the synthetic spectra of sample He I lines.

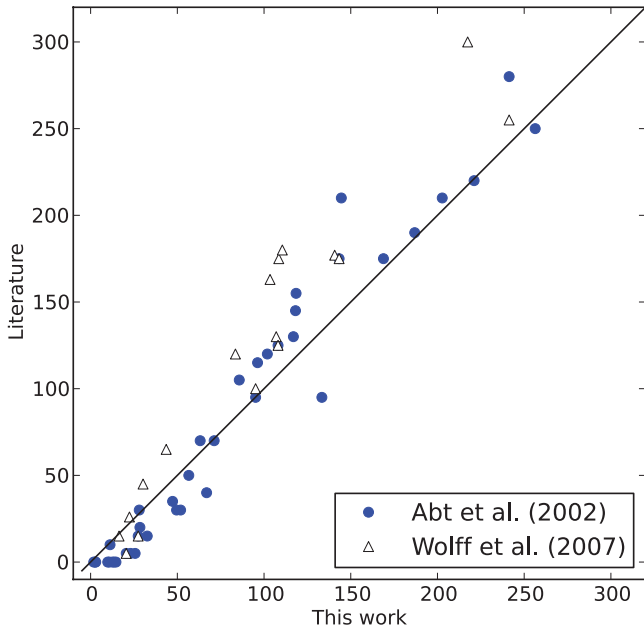
The measured values of FWHM for the three He I lines used in the  $v \sin i$  determinations are found in Table 2 (Columns 6–8); Columns 9–11 list the  $v \sin i$  for each He line; Columns 12 and 13, the final  $v \sin i$  values for the studied stars: these represent the average values and the standard deviations in each case. We note that  $v \sin i$  were not derived for six stars with  $T_{\text{eff}}$  values higher than  $33,700$  K, as they fell out of the validity of the  $v \sin i$  calibration from Daflon et al. (2007).





**Figure 4.** Sample spectra showing the three He I lines that were used to derive the projected rotational velocities for the target stars. The bottom spectra (black) in the three panels are for the star HIP 73624 with  $v \sin i = 17 \text{ km s}^{-1}$  and the top spectra (red) are for the star HIP 33492 with  $v \sin i = 71 \text{ km s}^{-1}$ . The spectra were arbitrarily displaced in intensity for better viewing.

(A color version of this figure is available in the online journal.)



**Figure 5.** Comparison between the  $v \sin i$  derived in this study for stars in common with other two studies in the literature: Abt et al. (2002) (blue circles) and Wolff et al. (2007) (white triangles). The solid line represents the locus of equal values.

(A color version of this figure is available in the online journal.)

Figure 5 shows a comparison of the  $v \sin i$  results in this study with those from other determinations in the literature: results from Abt et al. (2002) are represented as filled blue circles while results from the Wolff et al. (2007) study are represented as red filled triangles. Abt et al. (2002) derived  $v \sin i$  for a sample of B stars of the Bright Star Catalogue with luminosity classes between I and V, using a calibration for FWHM of He I and Mg II

lines anchored on standard stars of Slettebak et al. (1975). Wolff et al. (2007) obtained a relationship between FWHM and  $v \sin i$  based on results from He I lines of Huang & Gies (2006). We note that the  $v \sin i$  for the stars in common with Abt et al. (2002) are systematically lower than the ones here in the range between  $\sim 0$  and  $90 \text{ km s}^{-1}$  ( $\langle \Delta v \sin i \rangle$  (this study–Abt et al.) =  $9 \text{ km s}^{-1}$  for 24 stars in common); higher than ours in the range between  $90$  and  $150 \text{ km s}^{-1}$  ( $\langle \Delta v \sin i \rangle$  (this study–Abt et al.)  $\geq -15$ ); and in rough agreement for the largest  $v \sin i$  (except for one star). The  $v \sin i$  in Wolff et al. (2007) are mostly higher than ours, except for stars with the lowest  $v \sin i$ . The average  $v \sin i$  difference (this study–Wolff et al.) is  $-26 \text{ km s}^{-1}$  for 17 stars in common. Given the uncertainties in the determinations and the methods adopted, there is reasonable agreement between the three different studies.

## 5. DISCUSSION

### 5.1. The Entire Sample

We start our discussion by showing results for the derived effective temperatures for the stars. A histogram showing the distribution of effective temperatures for 272 OB stars is shown in Figure 6. The effective temperatures of the target sample peak around  $17,000 \text{ K}$ , with most stars being cooler than  $28,000 \text{ K}$ .

Figure 7 illustrates the box plots for the  $v \sin i$  values for the studied stars in each corresponding spectral type. The box extends from the lower to upper quartile values of the data, with a line at the median and a small box as the mean. The whiskers extend from the box to show the range of the data. The crosses are the outliers. An inspection of this figure indicates that the mean  $v \sin i$  for each spectral type bin is roughly consistent with a constant value across spectral type. The average  $v \sin i$  value computed for the studied sample is  $98 \text{ km s}^{-1}$ . Huang & Gies (2006) also found a distribution of mean  $v \sin i$  for cluster stars, which is basically flat over a similar spectral type

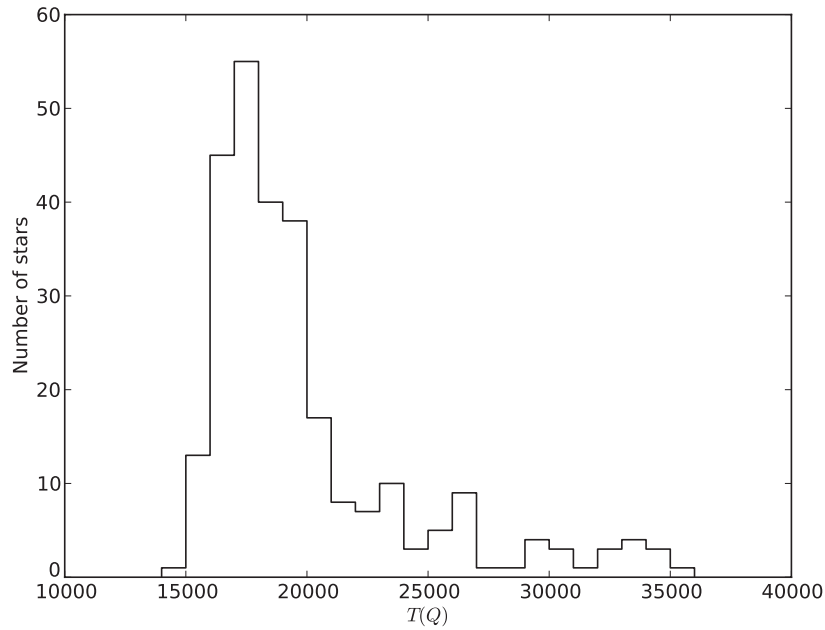


Figure 6. Histogram showing the distribution of effective temperatures for the studied sample.

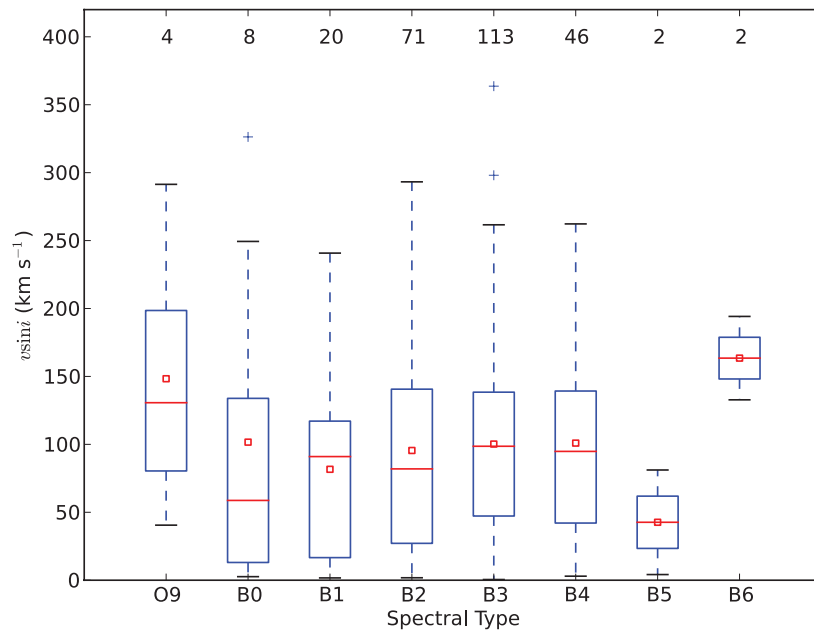


Figure 7. Box plot for the studied stars in terms of the spectral type. The average  $v \sin i$  for the stars in each spectral type bin is roughly constant, even considering the least populated bins.

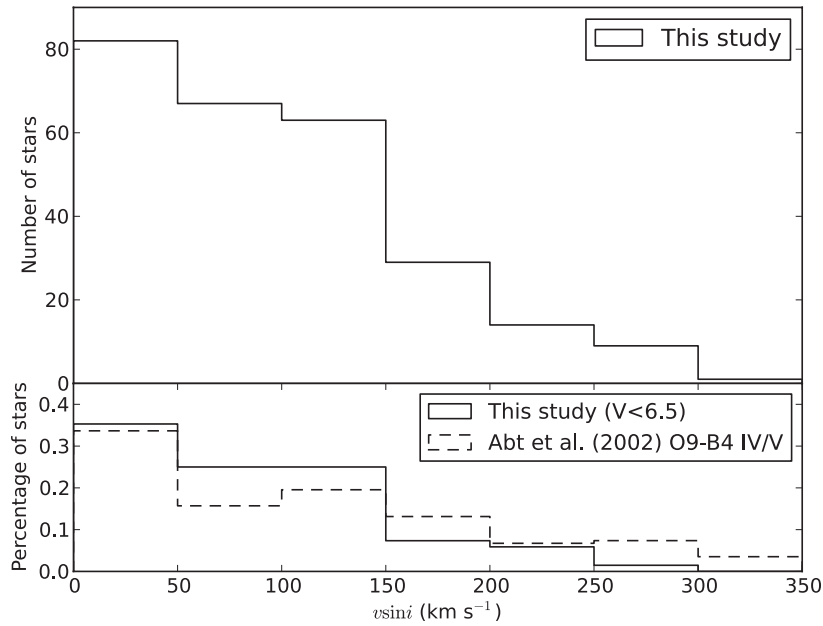
(A color version of this figure is available in the online journal.)

range, although their study also includes giant stars. Overall the mean  $v \sin i$  obtained here for spectral type bins B0–B2 and B3–B5 are in rough agreement with the average results for luminosity classes IV and V in Abt et al. (2002) (see Section 4 for comparisons of the  $v \sin i$  for stars in common in the two studies).

The  $v \sin i$  distribution of the current sample of 266 O and B stars is shown in the top panel of Figure 8. The distribution has a modest peak at low  $v \sin i$  ( $\sim 0$ – $50 \text{ km s}^{-1}$ ) but it is overall flat (a broad distribution) for  $v \sin i$  roughly between 0 and  $150 \text{ km s}^{-1}$ ; the number of stars drops for higher values of  $v \sin i$ . As previously mentioned, the targets in this study were

selected considering only their spectral types in the *Hipparcos* catalog. The sample studied here includes both stars in clusters and OB associations, as well as isolated stars that can represent some sort of field population.

One of the difficulties in making meaningful comparisons between rotational velocity distributions of stars in clusters versus stars in the “field” is in defining what constitutes a “field” star sample. This discussion is, in fact, related to the question of whether OB stars can form in isolation and if all OB stars, although isolated, belonged in the past to a cluster. The initial idea was that OB stars were only formed in clusters and associations but later on were ejected or dispersed



**Figure 8.** Histogram of  $v \sin i$  distribution of our sample on the top panel. The bottom panel compares the normalized distribution of a subsample of stars in our sample with a magnitude cut in  $V = 6.5$  and a sample with 312 field stars (spectral types O9–B4 IV/V) culled from Abt et al. (2002).

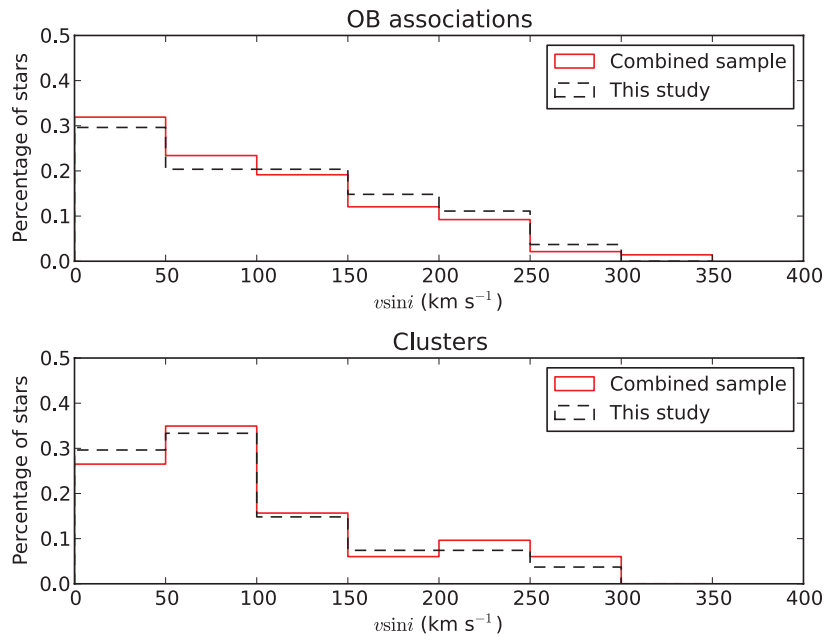
into the Galactic field. There is growing evidence, however, that at a least a small fraction of the O stars may be born in isolation (or from small molecular clouds). For instance, Krumholz et al. (2009) used a three-dimensional hydrodynamic simulation to show that the formation of isolated massive stars is possible; they successfully form a massive binary (having  $41.5 M_{\odot}$  and  $29.2 M_{\odot}$ ) from a  $100 M_{\odot}$  molecular gas. One strong observational evidence that field OB stars may form in situ was presented by Lamb et al. (2010), who found very low mass companions around apparently isolated field OB stars in the Small Magellanic Cloud. Indeed, Oey & Lamb (2011) cite several lines of empirical evidence to suggest that in situ field massive stars constitute a significant, and perhaps dominant, component of the field OB star population.

Although samples of field stars are contaminated at some level with stars that are in the field now but were born in dense environments, a comparison of the  $v \sin i$  obtained for the entire sample studied here with other samples taken as representative of the field population is of interest. Abt et al. (2002) provide the cornerstone work of the distributions of projected rotational velocities of the so-called field OB stars. The targets in that study were taken from the Bright Star Catalogue and also include stars that are members of clusters and associations. For the sake of comparison with a field sample that is representative of the spectral types and luminosity classes of most of the studied stars, we culled from the Abt et al. (2002) sample those stars with spectral types O9–B4 and luminosity classes IV and V. The distribution of  $v \sin i$  for this subsample is shown as the dashed line histogram in the bottom panel of Figure 8. We thus selected those stars of our sample with  $V < 6.5$ , which is the magnitude limit of the Bright Star Catalogue (Hoffleit & Jaschek 1982) and this subsample is also presented in the bottom panel of Figure 8. A Kolmogorov–Smirnov (K-S) test gives more than 90% of probability that both distributions are drawn from the same population. These results suggest that the  $v \sin i$  distribution obtained from Abt et al. (2002) for the so-called field population is similar from the  $v \sin i$  distribution of our sample brighter stars.

## 5.2. Stars in OB Associations and Clusters

The idea that stellar rotation of OB stars in clusters relates to cluster density has been put forward in previous studies in the literature. In particular, comparisons between the  $v \sin i$  distributions of stars from clusters, OB associations, or the field have shown that stellar members of dense associations or clusters rotate on average faster than member stars of unbound associations or the field (e.g., Wolff et al. 2007; Daflon et al. 2007). Previous studies discussing rotational velocity distributions of stars in clusters include Guthrie (1982), Wolff et al. (1982, 2007), Huang & Gies (2006, 2008), and Huang et al. (2010). In general, all these studies confirm that there seems to be real differences between the  $v \sin i$  distributions of cluster members when compared to field; there are fewer slow rotators in the clusters when compared to the field or the stars in clusters tend to rotate faster. Guthrie (1982), however, found the presence of a bimodality in his  $v \sin i$  distribution: the cluster distribution was double peaked with one at  $v \sin i < 50 \text{ km s}^{-1}$  and the other at  $v \sin i \sim 225 \text{ km s}^{-1}$ .

A comparative study of the  $v \sin i$  of all stars in our sample in connection with their birth environments (clusters/associations or field) is of interest but firmly establishing membership is a difficult task as detailed and careful membership determinations are beyond the scope of this paper. Instead, in this study, we use literature results in order to select a subsample of stars for which there is secure information on their membership. For OB associations, this is based on the list of probable members from the census of OB associations in the Galactic disk from the *Hipparcos* catalog by de Zeeuw et al. (1999) and in the study of the stellar content of the Orion association by Brown et al. (1994). In addition, we searched the target list in Humphreys & McElroy (1984) and found a few more targets to be association members. The stars in our sample members in higher density environments or clusters were obtained from cross checking the studied sample with the WEBDA open cluster database (Mermilliod & Paunzen 2003). In addition, we searched the open cluster member list of Robichon et al. (1999). The membership information for each star can be found in Column 15 of Table 2.



**Figure 9.** Distribution of  $v \sin i$  for the studied samples of OB association (top panel) and cluster members (lower panel) are shown as red dashed line histograms. The black solid line histograms represent the combined sample: stars in this study plus 143 star members of clusters and associations from Daflon et al. (2007). Both studies use the same methodology to derive  $v \sin i$ .

(A color version of this figure is available in the online journal.)

Histograms showing the  $v \sin i$  distributions for the culled subsamples of OB association and cluster members are shown in Figure 9 (red dashed line histograms). The black solid histograms represent a larger sample combining our sample with the sample of O and B stars from Daflon et al. (2007). In that paper, 143 OB star members of open cluster, OB associations, and 23 stars in H II regions have been observed in order to probe the radial metallicity gradient in Galactic disk. Since the  $v \sin i$  in the present study were derived using the same grid and methodology as in Daflon et al. (2007), the discussion beyond this point will be based on the combined sample (black solid histograms) given better statistics. The distribution of  $v \sin i$  obtained for the stars in OB associations (top panel) has a relatively larger number of objects with  $v \sin i$  between 0 and 50 km s<sup>-1</sup> and the number of stars declines smoothly with  $v \sin i$ . For stars in clusters (bottom panel) there is a smaller fraction of slow rotating stars and an apparent peak at 50–100 km s<sup>-1</sup>. The smooth distribution of  $v \sin i$  values for the association members may result from a nearly single values for equatorial rotational velocity that is viewed at random inclination, while the cluster distribution may be more complex.

Figure 10 shows a comparison of the cumulative fractions for the  $v \sin i$  distributions for the clusters and OB associations, as well as the field (from the subsample selected here from Abt et al. (2002) as discussed above). The field sample has a higher fraction of slowly rotating stars ( $v \sin i$  between 0 and 50 km s<sup>-1</sup>) when compared to the OB associations or clusters. In addition, there is a clear excess of stars with  $v \sin i$  between roughly 70 and 130 km s<sup>-1</sup> in the cluster distribution when compared to the OB associations as well as the field. In fact, there seems to be a gradation from cluster to OB association to field confirming the trend found by Wolff et al. (2007). A K-S test between the field star sample and the association sample gives 92% probability that both samples are drawn from distinct populations and 88% probability that the cluster and the field are drawn from distinct populations. A K-S test between the OB associations and the

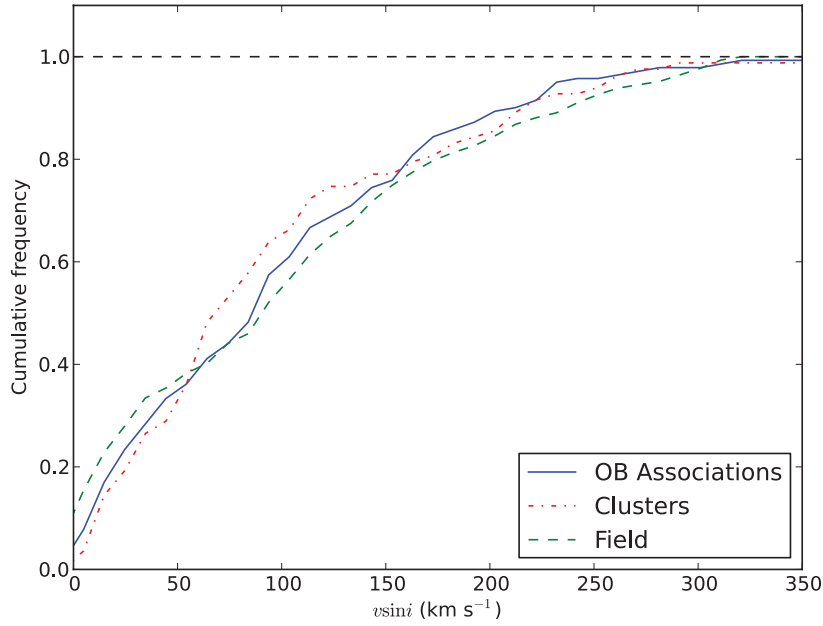
cluster distributions, however, gives only a 50% probability that these are drawn from distinct populations. Thus, any differences between the distributions of clusters and associations in this study are not so clear and may not be statistically significant; larger studies are needed.

### 5.3. Runaway Stars

Few studies in the literature have investigated the distribution of rotational velocities in runaway OB stars. Martin (2006) studied the properties of a population of stars far from the Galactic plane and this included a sample of 21 Population I runaway stars. The  $v \sin i$  distribution for the runaway stars was found in that study to be broad with no apparent peaks in the range  $v \sin i = 50$  to 200 km s<sup>-1</sup> and with a slight decline for values of  $v \sin i$  below 50 km s<sup>-1</sup> (see Martin 2006, Figure 9(b)). The interpretation was that the projected rotational velocity distribution for the runaways was more similar to that of an OB association than to the field; one of the main distinctions when comparing with the field is the absence of a larger number of slow rotators in the distribution of the runaway sample.

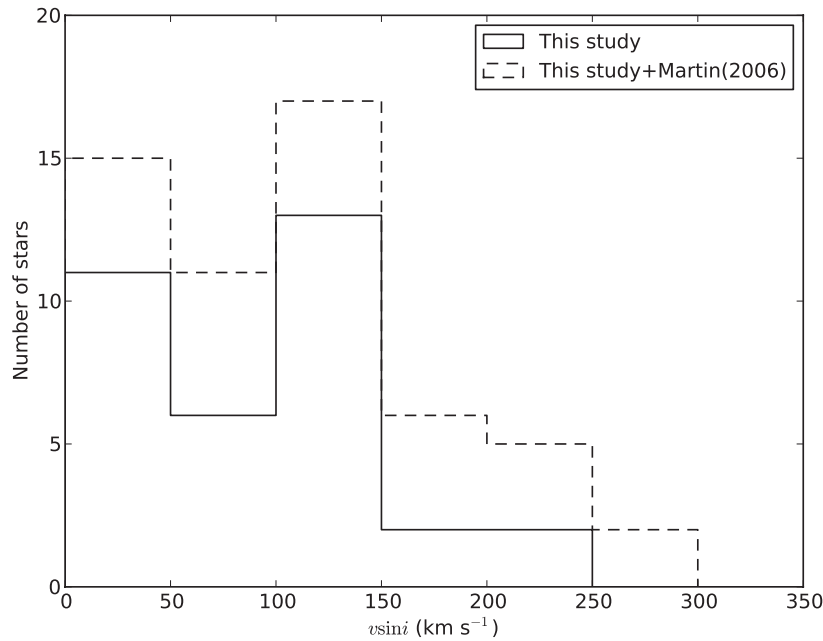
Runaway stars can be explained by two scenarios: the binary supernova scenario, in which a star is ejected from the binary system when its companion turns into a supernova, and the dynamical ejection scenario, in which a star is ejected from its parent cluster or association due to dynamical processes. These objects are usually identified via one of three methods: spatial velocities, tangential velocities, or radial velocities. Tetzlaff et al. (2011) combined these three methods to identify runaway stars in the *Hipparcos* catalog. Our study has 34 stars identified as runaways in Tetzlaff et al.'s catalog of runaway candidates.

The  $v \sin i$  distribution obtained for the runaway stars in our sample is shown as a solid line histogram in Figure 11. Two peaks are evident from a visual inspection of our distribution: one corresponding to slow rotating stars (or  $v \sin i \sim$



**Figure 10.** Cumulative fractions for the  $v \sin i$  distributions for the clusters, OB associations, and the field. There seems to be a gradation from cluster to OB association to field. A K-S test between the field star sample and the association sample gives 92% probability that both samples are drawn from distinct populations and 88% probability that the cluster and the field are drawn from distinct populations. A K-S test between the OB associations and the cluster distributions, however, gives only a 50% probability that these are drawn from distinct populations.

(A color version of this figure is available in the online journal.)



**Figure 11.**  $v \sin i$  distribution for the runaway stars in our sample is shown (solid line histogram). The distribution has two peaks. A K-S test indicates that the runaway  $v \sin i$  distribution is more similar to the cluster distribution. This could be an indication that the runaway stars originated from a dynamical ejection scenario. The presence of a second peak at low  $v \sin i$  could be related to runaways ejected from OB associations. A histogram representing the combined sample including the runaway stars studied by Martin (2006) is also presented for comparison (dashed line histogram).

0–50  $\text{km s}^{-1}$ ) and another corresponding to higher projected rotational velocities ( $v \sin i$  between 100 and 150  $\text{km s}^{-1}$ ). We also show for comparison a histogram representing the combined sample including the runaway stars studied by Martin (2006). Given that the distribution of  $v \sin i$  in Martin (2006) runaway sample is generally flat, the two  $v \sin i$  peaks observed in the solid line histogram remain in the combined sample.

A K-S test was run on the runaway  $v \sin i$  distribution obtained in this study compared to the other three samples discussed previously: the field, the OB association, and the cluster subsamples. The probabilities that both distributions are drawn from the same populations are 18%, 40%, and 71%, respectively, for the field, association, and cluster. This is an indication that the runaway phenomenon maybe more likely

associated with the dense cluster environments, as expected from a dynamical ejection scenario. However, we note the lack of very massive and dense clusters nearby the Sun, which are the main sources of runaways ejected by means of the dynamical ejection scenario. As a final note, the presence of a second peak at low  $v \sin i$  ( $\sim 0$ – $50 \text{ km s}^{-1}$ ) in the runaway distribution in this study could be related to runaways originating from OB associations. As discussed previously, stars in associations have typically lower  $v \sin i$  when compared to cluster stars.

## 6. CONCLUSIONS

High-resolution spectroscopic observations and a first characterization of a sample of 350 OB stars have been carried out. Projected rotational velocities were obtained for 266 stars (after rejecting spectroscopic binaries/multiple systems) using measurements of FWHM of He I lines and interpolation in a synthetic grid from Daflon et al. (2007). The  $v \sin i$  distribution obtained for the studied sample has a modest peak at low  $v \sin i$  ( $\sim 0$ – $50 \text{ km s}^{-1}$ ) but it is overall flat for  $v \sin i$  roughly between 0 and  $150 \text{ km s}^{-1}$ ; the number of stars drops for higher values of  $v \sin i$ . The  $v \sin i$  distribution of our brighter sample stars is similar to the one obtained from a sample of field stars picked from the work of Abt et al. (2002).

Literature results on membership were used in order to identify subsamples of stars belonging to OB associations or clusters. We compared these two groups and found that star members of OB associations and clusters compose two distinct populations. The cluster stars tend to have higher  $v \sin i$  when compared to the OB association subsample, which could mean that the stellar rotation of a population is dictated by the density of the cloud in which it forms. Also, when the OB association and cluster populations are compared with the field sample, it is found that the latter has a larger fraction of slowest rotators, as previously shown by other works. In fact, there seems to be a gradation from cluster to OB association to field in  $v \sin i$  distribution.

The present sample has 34 stars that were identified as runaway candidates in Tetzlaff et al. (2011) catalog. The  $v \sin i$  distribution of the runaway sample presents two peaks: one for  $v \sin i \sim 0$ – $50 \text{ km s}^{-1}$  and another for  $v \sin i \sim 100$ – $150 \text{ km s}^{-1}$ . The K-S test run with the runaway stars, OB association, cluster, and field samples indicates that the runaway  $v \sin i$  distribution is more likely to be similar with the distribution of the denser environments, which could suggest that these stars were ejected through the dynamic ejection mechanism. Also, there is a possibility that the low  $v \sin i$  peak is composed of stars that were ejected from OB associations.

We thank the referee for the careful reading and suggestions. We warmly thank Marcelo Borges, Catherine Garmany, John Glaspey, and Joel Lamb for fruitful discussion and comments on the manuscript. G.A.B. thanks the hospitality of University of Michigan on his visit and acknowledges Conselho Nacional de

Desenvolvimento Científico e Tecnológico (CNPq-Brazil) and Coordenação de Aperfeiçoamento de Pessoal de Nível Superior (CAPES - Brazil) for his fellowship. T.B. was funded by grant No. 621-2009-3911 from the Swedish Research Council (VR). M.S.O. and T.B. were supported in part by NSF-AST0448900. M.S.O. warmly thanks NOAO for the hospitality of a sabbatical visit. K.C. acknowledges funding from NSF grant AST-907873. This research has made use of the SIMBAD database, operated at CDS, Strasbourg, France.

*Facility:* Magellan:Clay

## REFERENCES

- Abt, H. A., Levato, H., & Grosso, M. 2002, *ApJ*, **573**, 359  
 Bernstein, R., Shectman, S. A., Gunnels, S. M., Mochnacki, S., & Athey, A. E. 2003, *Proc. SPIE*, **4841**, 1694  
 Brown, A. G. A., de Geus, E. J., & de Zeeuw, P. T. 1994, *A&A*, **289**, 101  
 Butler, K., & Giddings, J. R. 1985, *Newsletter Analysis Astron. Spectra*, **9**, 7  
 Code, A. D., Bless, R. C., Davis, J., & Brown, R. H. 1976, *ApJ*, **203**, 417  
 Daflon, S., Cunha, K., & Becker, S. R. 1999, *ApJ*, **522**, 950  
 Daflon, S., Cunha, K., de Araújo, F. S. W., & Przybilla, N. 2007, *AJ*, **134**, 1570  
 de Zeeuw, P. T., Hoogerwerf, R., de Bruijne, J. H. J., Brown, A. G. A., & Blaauw, A. 1999, *AJ*, **117**, 354  
 Eggleton, P. P., & Tokovinin, A. A. 2008, *MNRAS*, **389**, 869  
 Fitzgerald, M. P. 1970, *A&A*, **4**, 234  
 Giddings, J. R. 1981, PhD thesis, Univ. London  
 Guthrie, B. N. G. 1982, *MNRAS*, **198**, 795  
 Harmanec, P., & Božić, H. 2001, *A&A*, **369**, 1140  
 Hauck, B., & Mermilliod, M. 1980, *A&AS*, **40**, 1  
 Hauck, B., & Mermilliod, M. 1998, *A&AS*, **129**, 431  
 Hoffleit, D., & Jaschek, C. 1982, *The Bright Star Catalogue* (4th rev. ed.; New Haven: Yale Univ. Obs.)  
 Huang, W., & Gies, D. R. 2006, *AJ*, **648**, 580  
 Huang, W., & Gies, D. R. 2008, *AJ*, **683**, 1045  
 Huang, W., Gies, D. R., & McSwain, M. V. 2010, *ApJ*, **722**, 605  
 Hubeny, I. 1988, *Comput. Phys. Commun.*, **52**, 103  
 Hubeny, I., & Lanz, T. 1995, *ApJ*, **439**, 875  
 Humphreys, R. M., & McElroy, D. B. 1984, *ApJ*, **284**, 565  
 Johnson, H. L. 1958, *Lowell Obs. Bull.*, **4**, 37  
 Krumholz, M. R., Klein, R. I., McKee, C. F., Offner, S. S. R., & Cunningham, A. J. 2009, *Science*, **323**, 754  
 Lamb, J. B., Oey, M. S., Werk, J. K., & Ingleby, L. D. 2010, *ApJ*, **725**, 1886  
 Lefèvre, L., Marchenko, S. V., Moffat, A. F. J., & Acker, A. 2009, *A&A*, **507**, 1141  
 Martin, J. C. 2006, *AJ*, **131**, 3047  
 Massey, P., Silkey, M., Garmany, C. D., & Degioia-Eastwood, K. 1989, *AJ*, **97**, 107  
 Mermilliod, J. 1987, *A&AS*, **71**, 413  
 Mermilliod, J.-C., & Paunzen, E. 2003, *A&A*, **410**, 511  
 Oey, M. S., & Lamb, J. B. 2011, arXiv:1109.07590  
 Oudmaijer, R. D., & Parr, A. M. 2010, *MNRAS*, **405**, 2439  
 Paunzen, E., Schnell, A., & Maitzen, H. M. 2005, *A&A*, **444**, 941  
 Perryman, M. A. C., Lindegren, L., Kovalevsky, J., et al. 1997, *A&A*, **323**, 49  
 Przybilla, N. 2005, *A&A*, **443**, 293  
 Robichon, N., Arenou, F., Mermilliod, J.-C., & Turon, C. 1999, *A&A*, **345**, 471  
 Simón-Díaz, S., Herrero, A., Uytterhoeven, K., et al. 2010, *ApJ*, **720**, 174  
 Slettebak, A., Collins, G. W., II, Parkinson, T. D., Boyce, P. B., & White, N. M. 1975, *ApJS*, **29**, 137  
 Tetzlaff, N., Neuhäuser, R., & Hohle, M. M. 2011, *MNRAS*, **410**, 190  
 Walborn, N. R., & Fitzpatrick, E. L. 1990, *PASP*, **102**, 379  
 Wolff, S. C., Edwards, S., & Preston, G. W. 1982, *ApJ*, **252**, 322  
 Wolff, S. C., Strom, S. E., Dror, D., & Venn, K. 2007, *AJ*, **133**, 1092

## PROJECTED ROTATIONAL VELOCITIES OF 136 EARLY B-TYPE STARS IN THE OUTER GALACTIC DISK

C. D. GARMANY<sup>1</sup>, J. W. GLASPEY<sup>1</sup>, G. A. BRAGANÇA<sup>2</sup>, S. DAFLON<sup>2</sup>, M. BORGES FERNANDES<sup>2</sup>,  
M. S. OEY<sup>3</sup>, T. BENSBY<sup>4</sup>, AND K. CUNHA<sup>2,5</sup><sup>1</sup> National Optical Astronomy Observatory, 950 N. Cherry Ave., Tucson, AZ 85719, USA; [garmany@noao.edu](mailto:garmany@noao.edu)<sup>2</sup> Observatório Nacional-MCTI, Rua José Cristino, 77. CEP: 20921-400, Rio de Janeiro, RJ, Brazil<sup>3</sup> University of Michigan, Department of Astronomy, 311 West Hall, 1085 S. University Ave., Ann Arbor, MI: 48109-1107, USA<sup>4</sup> Lund Observatory, Department of Astronomy and Theoretical Physics, Box 43, SE-22100, Lund, Sweden<sup>5</sup> University of Arizona, Tucson, AZ 85719, USA

Received 2014 September 30; accepted 2015 May 14; published 2015 July 14

## ABSTRACT

We have determined projected rotational velocities,  $v \sin i$ , from *Magellan*/MIKE echelle spectra for a sample of 136 early B-type stars having large Galactocentric distances. The target selection was done independently of their possible membership in clusters, associations or field stars. We subsequently examined the literature and assigned each star as Field, Association, or Cluster. Our  $v \sin i$  results are consistent with a difference in aggregate  $v \sin i$  with stellar density. We fit bimodal Maxwellian distributions to the Field, Association, and Cluster subsamples representing sharp-lined and broad-lined components. The first two distributions, in particular, for the Field and Association are consistent with strong bimodality in  $v \sin i$ . Radial velocities are also presented, which are useful for further studies of binarity in B-type stars, and we also identify a sample of possible new double-lined spectroscopic binaries. In addition, we find 18 candidate Be stars showing emission at H $\alpha$ .

*Key words:* open clusters and associations: general – stars: early-type – stars: emission-line, Be – stars: rotation

*Supporting material:* machine-readable and VO tables

## 1. INTRODUCTION

Massive O- and B-type stars have some of the largest average projected rotational velocities among main-sequence stars, and stellar rotation appears to be a fundamental parameter in their evolution. Some studies have concluded that the rotational velocity distribution of massive stars depends on their environment. Early work by Guthrie (1982), and more recent studies by Wolff et al. (2007), explored this by examining stars formed in low-density regions destined to become unbound stellar associations and comparing them with regions that will survive as rich, bound, stellar associations. They demonstrate a clear difference between these physical groups, which show higher values of mean  $v \sin i$  as compared with the field stars, whose  $v \sin i$  distribution peaks at much lower values. Wolff et al. (2007) suggest that it results from the actual star formation conditions; they suggest that stars in rich clusters form in high-density, strongly turbulent conditions, which results in higher net  $v \sin i$  on the stellar products.

Other studies have considered the evolutionary age of the stars, with more evolved stars showing slower rotation as their stellar radius increases (e.g., Huang & Gies 2006; Huang et al. 2010). Since field stars can be expected, on average, to be somewhat older objects, most likely originating from associations that have since dispersed, their observed lower  $v \sin i$  may simply be due to this evolutionary spin-down effect.

An important consideration is that field massive stars may have two different origins. The existence of isolated, OB runaway stars ejected from clusters and associations is well established (e.g., Blaauw 1961; Gies 1987; Hoogerwerf et al. 2000). Most recently, Oey & Lamb et al. (2012) have also argued that a significant component of the field massive star population forms in situ: they were not born in clusters. They stress the existence of individual field O stars that appear to have formed in isolation or near isolation (e.g., Lamb et al. 2010; Selier et al. 2011; Oey et al. 2013; Oskinova et al. 2013). They also present other arguments for in situ formation of field

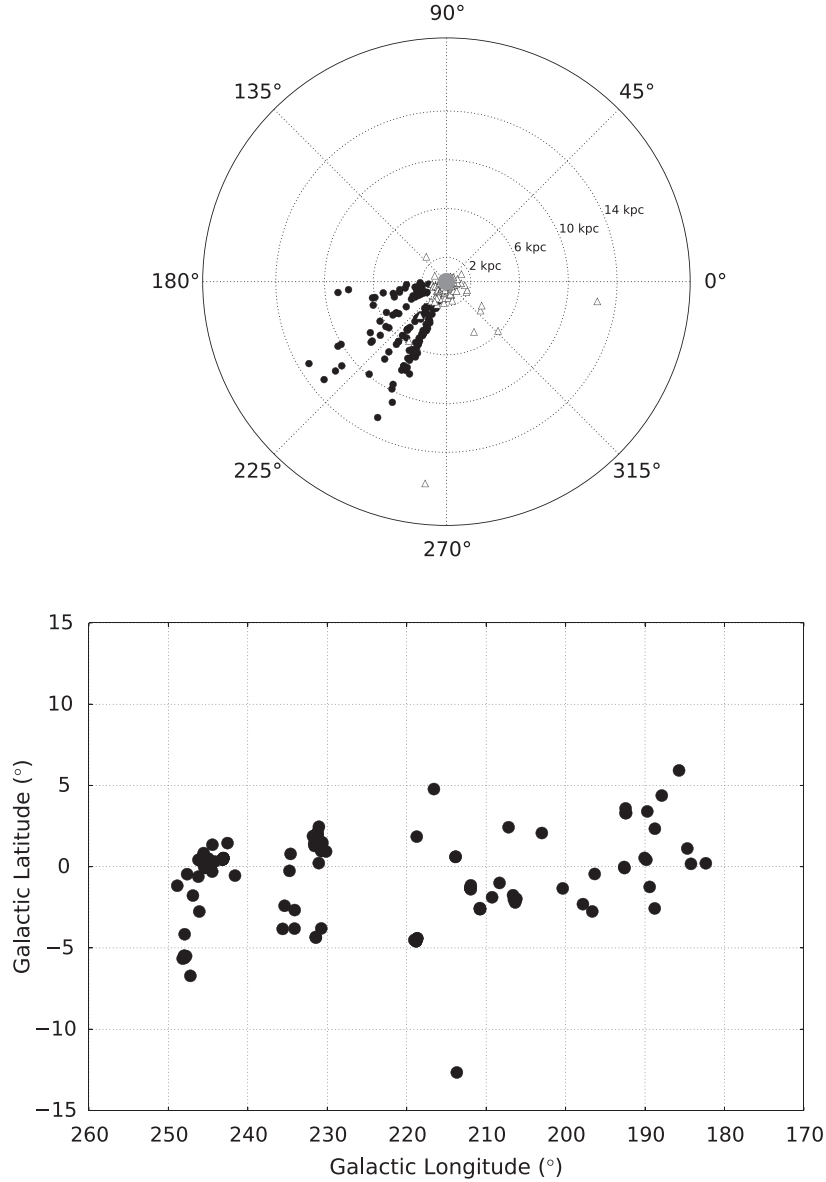
OB stars based on the form of the massive star clustering relation (Oey et al. 2004) and the observed steep initial mass function of field stars (e.g., Massey 2002; Lamb et al. 2012). They also suggest that the bimodal distribution of  $v \sin i$  in field OB stars seen in the work by Wolff et al. (2007) is important evidence to support this scenario.

Another parameter that has been discussed as having an influence on stellar rotation is stellar metallicity: low-metallicity stars have reduced winds and thus retain their angular momentum. This is consistent with the observed higher frequencies of Oe and Be stars in the metal-poor, Small Magellanic Cloud (Martayan et al. 2007; Golden-Marx et al. 2014), assuming that their Balmer emission is due to decretion disks.

We present herein spectroscopic observations of 136 early B-type stars, selected within a narrow spectral-type range, and without bias concerning membership in clusters, OB associations, or the general field. They were observed as part of a larger study of the metallicity variations as a function of galactocentric distance (G. A. Bragança et al. 2015, in preparation). Bragança et al. (2012 hereafter GB2012) discusses  $v \sin i$  distributions of a sample of 350 O- and B-type stars in the nearby galactic disk. The present study represents a sample from the galactic outer disk. As a first exploration, we have measured  $v \sin i$  values, and discuss the dependence of rotational velocity on environment by trying to evaluate the difficult question of membership in clusters and associations. The  $v \sin i$  distributions are fit with two component models, considering bimodality as a possible signature of the two different mechanisms for producing field B-type stars, in situ formation versus runaway ejection. Section 2 describes the sample selection and observations. Section 3 discusses these results.

## 2. SAMPLE SELECTION AND OBSERVATIONS

Our sample of early B-type stars is designed to select targets with the greatest possible galactocentric distances. We used the compilation by Reed (1998, 2003) of the Case–Hamburg



**Figure 1.** (a) Top: the distribution in galactic longitude and photometric heliocentric distance for the stars in this study. For comparison, the stars from GB2012 are also indicated by triangles. (b) Bottom: the distribution of the stars in this study in galactic longitude and latitude.

survey. Reed collected all of the published photometry and spectral types for the stars included in Stephenson & Sanduleak (1971) “Luminous Stars in the Southern Milky Way,” as well as stars listed in the “Northern Milky Way Luminous Star Catalogs” (Stock et al. 1960; Nassau & Stephenson 1963; Hardorp et al. 1964; Nassau et al. 1965). These catalogs, totaling over 12,000 objects, are based on objective-prism surveys and provide the most extensive available listing of intrinsically luminous stars within approximately  $10^\circ$  of the galactic plane. The objective-prism plates covered the plane of the Milky Way to a limiting photographic magnitude of approximately 13.5. The majority of stars classified are O- and early B-type stars.

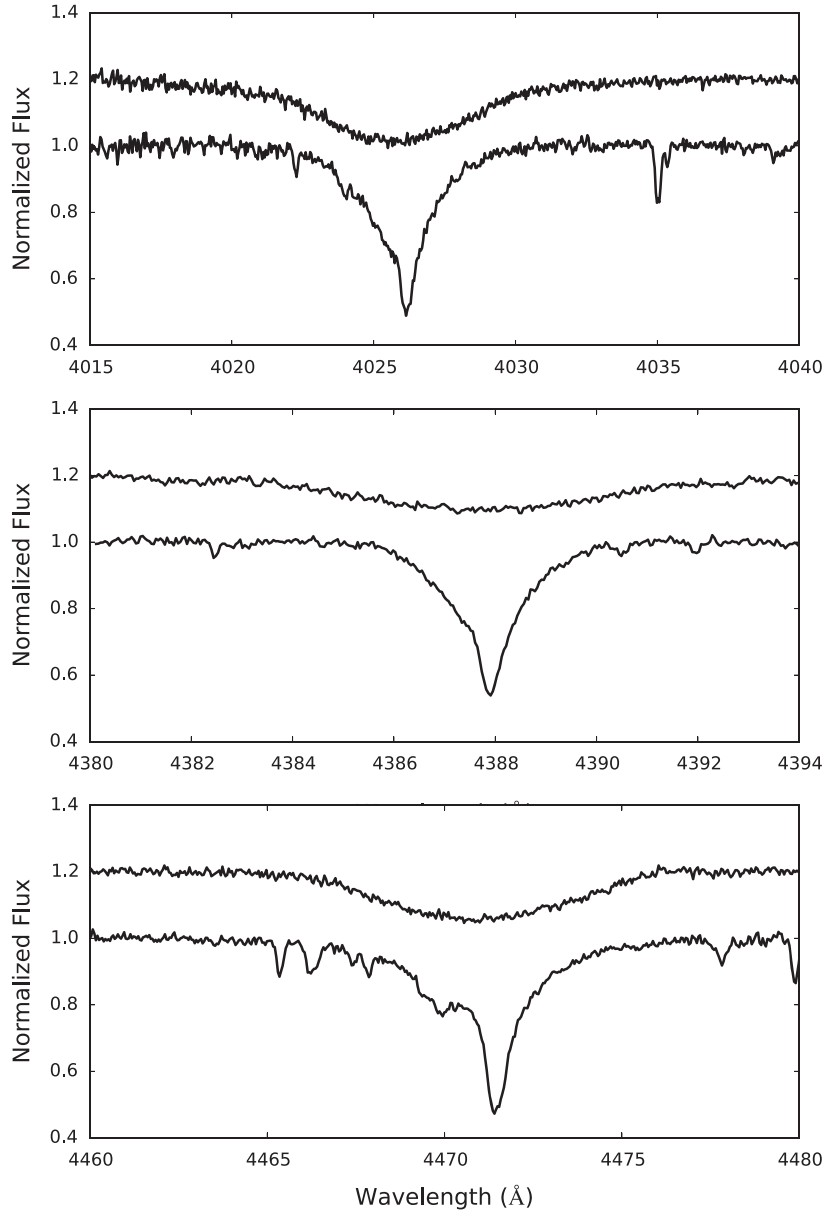
We selected stars in the Reed catalog between galactic longitudes of  $180^\circ$ – $250^\circ$ . We employed the reddening free photometric index  $Q = (U - B) - 0.72(B - V)$ , valid for main-sequence stars earlier than A0 (Johnson & Morgan 1953),

and selected stars with a  $Q$  index between  $-0.98$  and  $-0.60$ , corresponding to spectral types B2 and earlier according the calibration presented by Fitzgerald (1970). Stars brighter than  $V = 10$  were not observed, nor were stars whose published spectral types indicated emission.

The spectral types in Reed’s compilation come from a variety of sources, some from over 30 years ago, some much more recent. There are often multiple spectral types published for the same star. We have generally adopted the most recent spectral classification. In our sample, 86% are of the luminosity classes IV–V; the remaining are either luminosity III or without a luminosity classification. Thus, we can tentatively claim these to be largely a sample of unevolved stars.

The targets are further selected based on their photometric distances, with the goal of observing a large sample of B-type stars at the largest possible galactocentric distances. The distances for our targets were computed making use of the





**Figure 2.** Examples of He I line spectra for the lines at 4026, 4387, and 4471 Å. Each panel shows ALS19267, a broad-lined star, (top), and ALS14013, a narrow-lined star, (bottom).

reddening free index  $Q$ . The relation between  $Q$  and  $(B - V)_0$  is single-valued throughout the O- and B-type star range. Using the intrinsic colors given by Mermilliod (1981) for luminosity class V stars, the calibration between absolute magnitude and spectral type from Vacca et al. (1996), and the distance modulus equation, we derive the following expression for absolute magnitude.

$$M_V = 0.66 + 1.59Q - 4.79Q^2. \quad (1)$$

The heliocentric distances of the target stars computed in this way versus their distribution in galactic longitude are shown in Figure 1(a); their distribution in galactic  $l$  and  $b$  are shown in Figure 1(b).

High-resolution spectra were obtained over six beautiful nights (2007 December 29–2008 January 3) with the MIKE spectrograph at the *Magellan* Clay 6.5 m telescope at Las

Campanas Observatory in Chile. MIKE (Bernstein et al. 2003) is a double echelle spectrograph that simultaneously records red (4900–9500 Å) and blue (3350–5000 Å) spectra. Using a 0.7 arcsec slit, we obtained a spectral resolution in the blue of about 53,000, calculated from measurements of the Th-Ar calibration images, which indicated 1.9 pixels as the best FWHM along the dispersion direction with  $0.041 \text{ \AA pixel}^{-1}$ . Our exposure times were based on a desired SNR of 100. The MIKE data were reduced with the Carnegie python pipeline software.

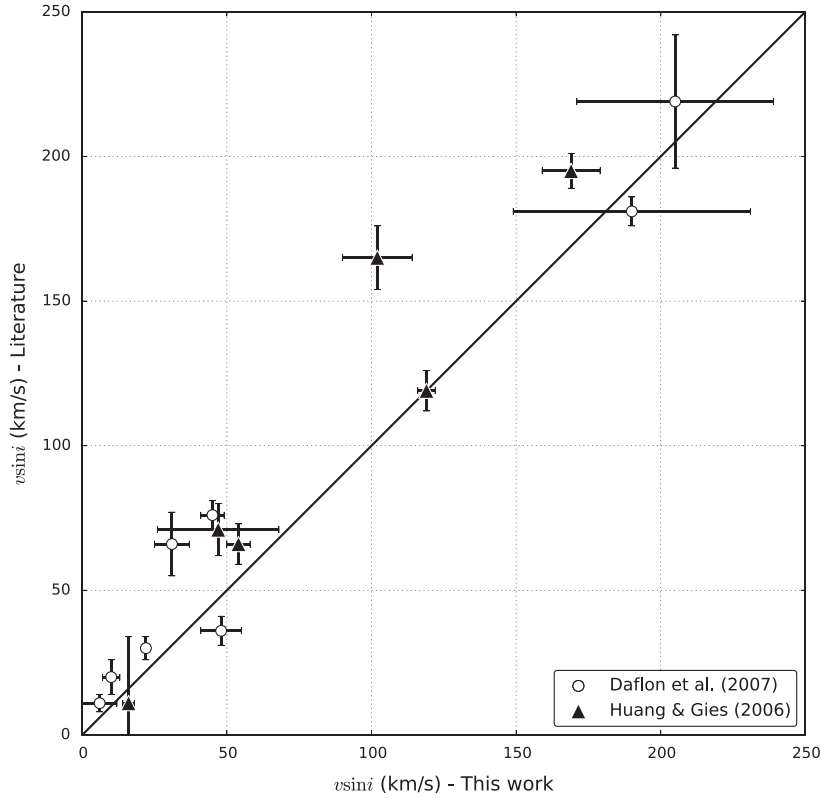
### 2.1. Derivation of $v \sin i$ Values

We measured the FWHM for the He I lines at 4026, 4388, and 4471 Å. The blue wings for some of the He I line profiles are affected by secondary components such as 4023.98 and 4026.2 of He I and 4387.00 and 4469.96 of [He I]. These are

**Table 1**  
Observed and Derived Data

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)	(14)	(15)	(16)	(17)	
ALS	$V$	FWHM (Å)	$\lambda$ 4026	$\lambda$ 4388	$\lambda$ 4471	$\langle v \sin i \rangle$	$\sigma_{\text{vsi}}$	$RV$	$\sigma_{RV}$	$n(RV)$	$Q$	$E(B - V)$	$M_v$	$d_{\text{kpc}}$	SpType	CAF	Rem
7	10.91	0.98	0.89	0.81	0	0	23.6	1.7	10	-0.8	0.61	-3.7	3.4	B1 IV	F	...	
18	10.74	1.59	1.52	1.58	26	11	67.3	2.3	10	-0.79	0.85	-3.6	2.2	B0 V	A	...	
19	11.66	1.43	1.62	1.37	27	15	10.4	4.2	9	-0.84	1.18	-5.0	3.9	B0 III neb	A	Sh2-255	
45	12.59	1.48	1.11	1.17	11	2	37.8	2.8	10	-0.71	0.49	-2.9	6.2	B1.5 V	A	D07, Bochum 1	
48	12.58	2.71	2.25	2.95	81	7	40.3	4.8	10	-0.73	0.57	-3.1	6.0	B2 V	A	Bochum 1	
53	12.04	1.73	1.63	1.66	38	6	...	...	...	-0.82	0.57	-3.9	6.8	B1 V	A	SB2?, Bochum 1	
54	12.50	3.66	3.92	3.41	126	27	38.5	7.3	8	-0.64	0.51	-2.3	4.5	B2 V	A	Bochum 1	
86	11.35	1.10	0.96	0.95	4	4	...	...	...	-0.88	0.50	-4.4	7.0	B0.5 V	A	Sh2-289	
208	11.56	1.45	1.18	1.23	12	5	74.8	3.6	10	-0.78	0.48	-4.5	8.1	B1 III	A	Sh2-301	
212	12.08	4.66	5.70	5.24	208	32	82.8	10.6	8	-0.71	0.50	-2.9	4.8	B1 V	A	D07, Sh2-301	

(This table is available in its entirety in machine-readable and Virtual Observatory (VO) forms.)



**Figure 3.** Comparison of  $v \sin i$  from the literature with our values. The solid line shows the one-to-one relationship.

distinguishable from the main profile at very low  $v \sin i$ , but are blended at higher rotation rates. The regions containing the He I lines at 4026, 4388, and 4471 Å were manually normalized to a unit continuum using the `splot` task in IRAF. The “*h*,” then “*b*” `splot` commands measure the right half of the line profile and display the FWHM.

The intrinsic line widths (about 1 Å) are considerably broader than the instrumental resolution (0.08 Å), thus no adjustment was made for the latter. No special treatment was considered for determining the  $v \sin i$  of the very-broad-lined stars. It should be noted, however, that for those stars with rotational velocities approaching the critical limit, the effect of gravity darkening can lead to systematic underestimation of the projected rotational velocities (see e.g., Townsend et al. 2004; Frémat et al. 2005). Macroturbulence may also contribute to the line widths (see Simon-Diaz & Herrero 2014), although this would affect mostly stars with lower surface gravities, which we ignore in our subsequent analysis. Figure 2 shows examples of both a low (ALS14013) and high (ALS19267)  $v \sin i$  star for the three helium lines analyzed here.

As in Paper I, we have used the calibrations in Daflon et al. (2007) to determine  $v \sin i$  for this sample. We used the same grid of synthetic spectra of B-type stars computed by Daflon et al. (2007) and measured the FWHM for each of the three He I lines: 4026, 4388, and 4471 Å (as in Paper I). We derived analytical expressions between  $v \sin i$  and FWHM for each of the three He I lines, for three temperatures: 20,000, 25,000, and 30,000 K. We adopted the conversion formulae appropriate for the temperature nearest to that estimated for each star to represent each He I line. A reasonable estimate of each star’s temperature was derived from the parameter  $Q$ , listed in

Table 1, and the analytical relationship derived between  $Q$  and temperature given in Massey et al. (1989). While  $\log g$  also affects the FWHM, all of the stars used in our statistical analysis are of the luminosity classes IV–V. We will address the effect of surface gravity further in a later analysis (Bragança et al. 2015, in preparation). Our analytical relations follow, in which FWHM is in Å and  $v \sin i$  is expressed in  $\text{km s}^{-1}$ : these were used to convert the measured FWHM values for each corresponding line in the program stars given in Table 1.

He I 4026:

$$20,000 \text{ K: } v \sin i = -0.13(\text{FWHM})^2 + 56.91(\text{FWHM}) - 84.4$$

$$25,000 \text{ K: } v \sin i = -0.43(\text{FWHM})^2 + 59.28(\text{FWHM}) - 78.6$$

$$30,000 \text{ K: } v \sin i = -0.60(\text{FWHM})^2 + 59.64(\text{FWHM}) - 68.7$$

He I 4388:

$$20,000 \text{ K: } v \sin i = -1.29(\text{FWHM})^2 + 60.16(\text{FWHM}) - 60.5$$

$$25,000 \text{ K: } v \sin i = -1.18(\text{FWHM})^2 + 58.55(\text{FWHM}) - 50.8$$

$$30,000 \text{ K: } v \sin i = -1.27(\text{FWHM})^2 + 59.42(\text{FWHM}) - 48.6$$

He I 4471:

$$20,000 \text{ K: } v \sin i = +0.65(\text{FWHM})^2 + 38.91(\text{FWHM}) - 38.7$$

$$25,000 \text{ K: } v \sin i = -0.47(\text{FWHM})^2 + 41.24(\text{FWHM}) - 37.9$$

$$30,000 \text{ K: } v \sin i = -0.20(\text{FWHM})^2 + 44.46(\text{FWHM}) - 38.8.$$

All of the star designations, observed parameters, and derived quantities are listed in Table 1: column 1, their number in the ALS catalog (Reed 2003); column 2, their apparent  $V$  magnitude; columns 3–5, the measured line FWHMs discussed

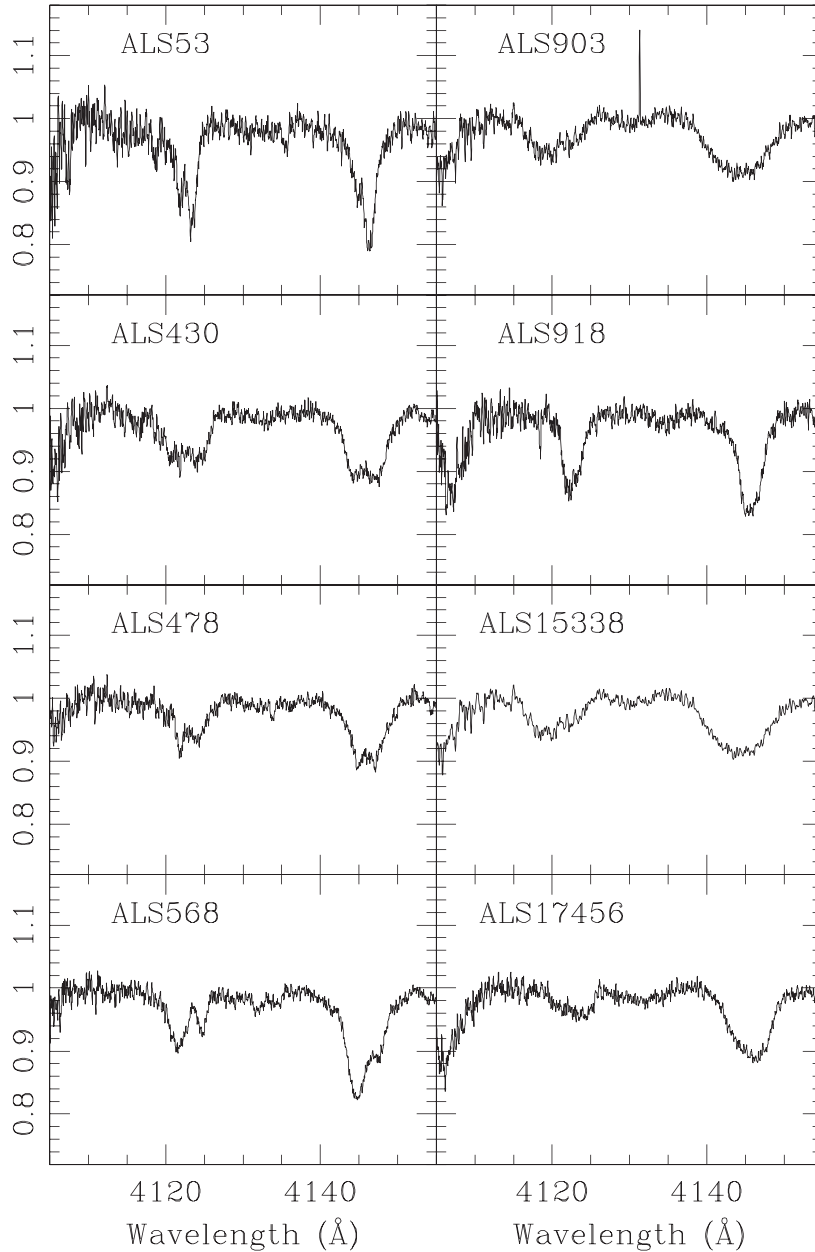


Figure 4. Stars with apparently double lines.

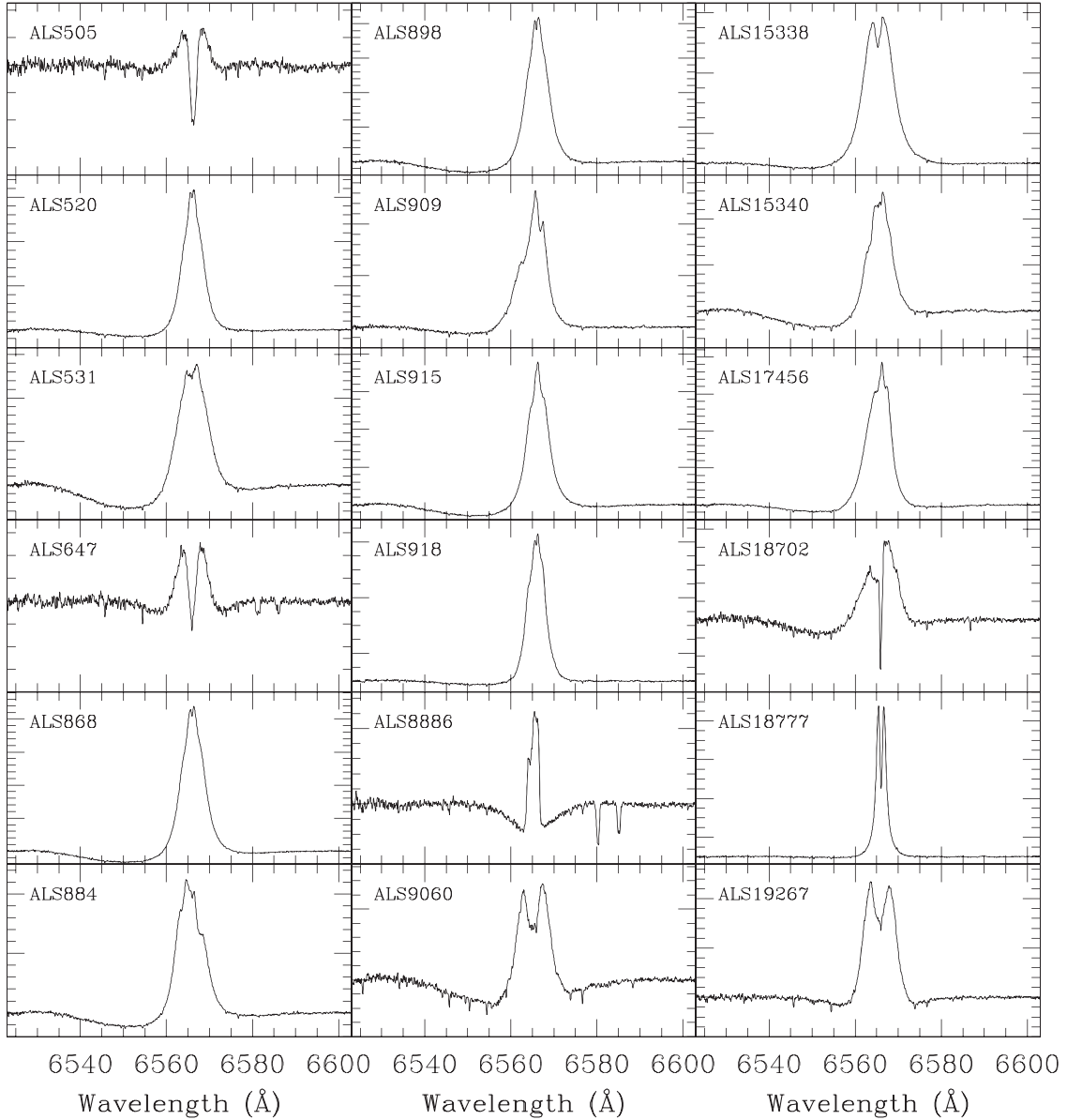
above; columns 6 and 7, the average  $v \sin i$  and error; columns 8–10, the radial velocity, error, and number of lines measured; column 11, the reddening free quantity  $Q$ ; column 12, the color excess  $E(B - V)$ ; column 13, the absolute  $V$  magnitude used to compute the photometric distance in column 14; column 15, the spectral type found in the literature; and column 16, the classification as Cluster (C), Association (A), or Field (F), as described in Section 3.1. Remarks about  $H\alpha$  emission, suspected binary stars, and membership in an association or cluster are found in column 17.

A subset of eight stars included in this study were previously observed in a study of  $v \sin i$  by Daflon et al. (2007): they are indicated in Table 1, column 17 as D07. Additionally, six of our stars were observed by Huang & Gies (2006), who derived  $v \sin i$  values: they are indicated as HG06. A

comparison of our results with these published values is shown in Figure 3. It is worth remarking that the largest outlier from the one-to-one relationship in Figure 3, ALS 15340 with  $v \sin i$  of  $102 \text{ km s}^{-1}$ , was noted by HG06 to be a SB1. Both HG06 and this work note  $H\alpha$  emission. None of the other stars shown in Figure 3 are suspected of being binary systems in the literature.

## 2.2. Spectroscopic Binaries, Radial Velocities, and Emission Line Stars

As would be expected, some stars show evidence of double lines or line profiles that suggest the star is a binary. For completeness, these stars are listed in Table 1 with a notation in column 17, though no values for  $v \sin i$  are given. Sample



**Figure 5.** Spectra at  $H\alpha$  for candidate Be stars. Vertical scales are adjusted to show the peak to minimum.

spectra of the stars with clear double lines are shown in Figure 4.

Although spectra were only taken at a single epoch, the measured heliocentric radial velocities of the apparently single stars may be useful in future dynamical studies or to establish binarity.

There are also 18 stars that show noticeable  $H\alpha$  emission, indicated with a remark in column 18.  $H\alpha$  line profiles for these candidate Be stars show a range of morphology, as shown in Figure 5.

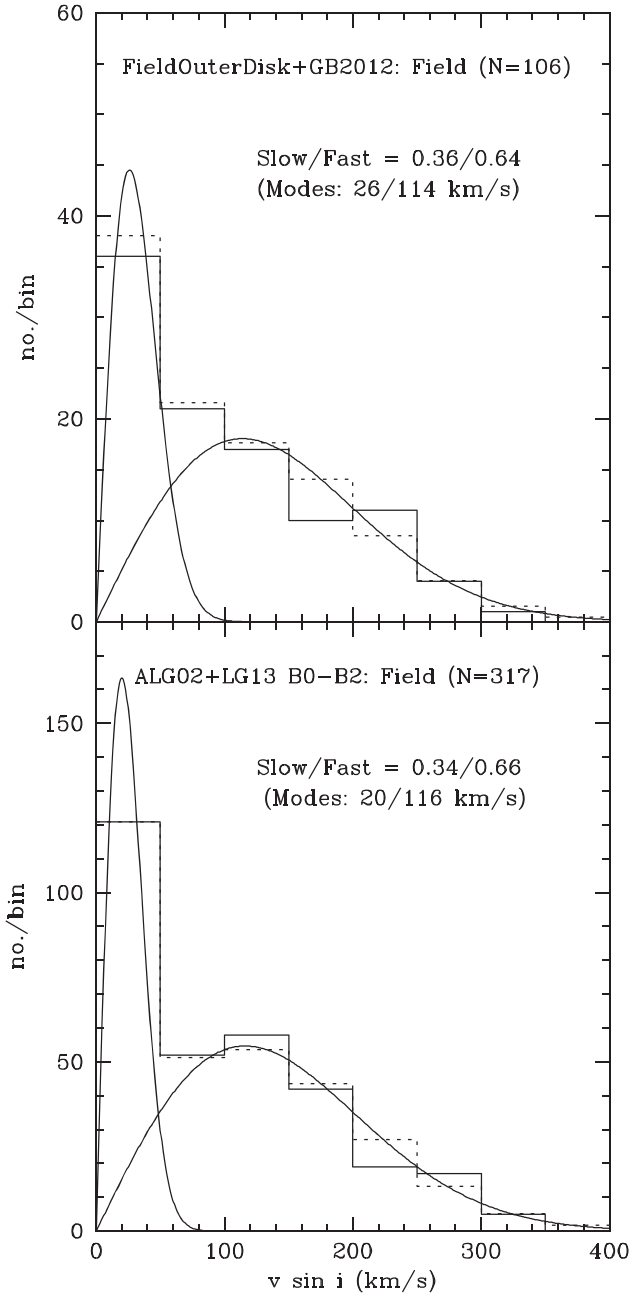
### 3. ANALYSIS AND DISCUSSION

#### 3.1. Stellar Environment

Previous work has shown that  $v \sin i$  appears to depend on the stellar environment, and, in particular, that on average  $v \sin i$  is lower for field stars as compared with stars in clusters or

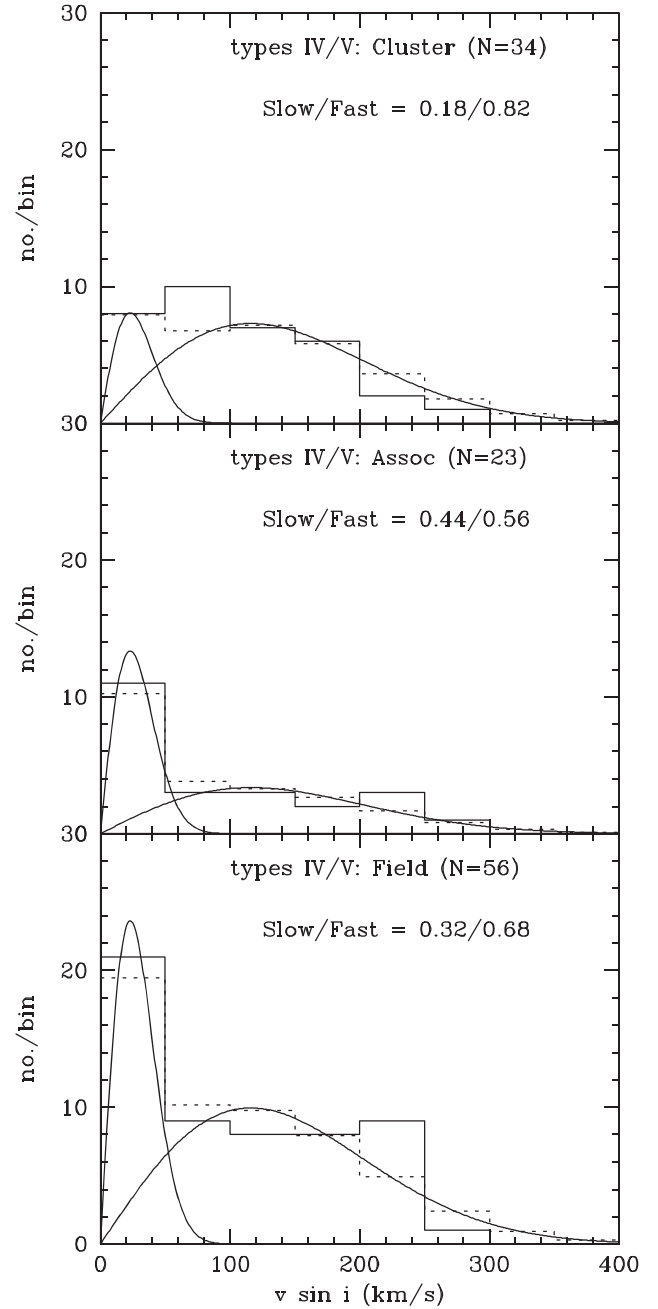
associations (Wolff et al. 2007). With no new kinematic data available to address this, we have searched the literature to find the classification arrived at by previous authors. Classifying a particular star as a cluster or association member within the Milky Way Galaxy is non-trivial. In many cases in the literature stars have been assigned membership in open clusters or associations based solely on photometry, much of which was done many decades ago. While the existence of the entire cluster is clear, the membership of any particular star can be much less certain.

We performed a literature search using SIMBAD for each star and then checked the references to determine what was known about the association or cluster membership. This was straightforward for stars for which the literature search indicated cluster membership. However, associations and field stars are more difficult. For example, we observed 13 stars that had been observed by Fitzgerald & Moffat (1980) in the



**Figure 6.** Comparison of distributions for B0–B2, class V and IV stars combined from this paper and GB2012 in the appropriate range of  $Q$  and classified as Field stars, compared to the  $v \sin i$  distributions for Field B0–B2 stars from ALG02 plus LG13. The Maxwellian bimodal fits have modes of 26 and 114  $\text{km s}^{-1}$  for the former objects and 20 and 116  $\text{km s}^{-1}$  for the latter.

vicinity of the putative open cluster NGC 2414, and which they identified as a new association, “association NGC 2414” at a distance of 4.2 kpc. Their color–magnitude diagram for the proposed association members is poorly defined. Our photometric distances for these 13 stars average 5.0 kpc, but the individual distance estimates range from 3.5 to 6.6 kpc. We have listed these stars as field stars. Twenty-three of the stars we observed are located in H II regions first discussed by Sharpless (1959): in most of these examples the distance of the H II region is based on the spectroscopic distance of just a few



**Figure 7.** Bimodal Maxwellian  $v \sin i$  distribution fits to the Cluster, Association, and Field subsets for only main-sequence (luminosity class IV and V) stars from this study using fixed modes of 23 and 116  $\text{km s}^{-1}$ . Only the relative fractions of the two distributions were varied to fit the histograms. Solid lines: histograms of the observed  $v \sin i$ 's. Dashed lines: histograms of the computed bi-modal distributions. The underlying continuous Maxwellian distributions are also shown.

stars presumed to be exciting the H II region. We have classified these Sharpless region stars as association members unless there existed later studies of the star in question.

### 3.2. $v \sin i$ Distributions

An early study by Deutsch (1970) demonstrated that, for a limited sample of field B-stars, Maxwellian distributions can reasonably represent the observed projected rotational

velocities. Subsequent work by a variety of researchers indicates that other statistical distributions could fit the data better if the sample sizes are large enough, but there is no a priori knowledge of the true shape of the underlying distribution function. Given the limited sample size in our study, Maxwellian distributions are adequate for making qualitative comparisons, especially when the data are divided into small subsamples. In the discussion that follows, the distributions of the subsamples were each fit with two Maxwellian functions representing sharp-lined and broad-lined components. The bi-modal Maxwellian distributions are defined by the two values of the mode parameter and the relative fraction of the two data sets being modeled. Artificial histograms were generated having the same total number of objects as the observed data, and the modes and relative frequencies of the two functions were varied to minimize the differences between the artificial and the observed distributions in the least-squares sense. The choice of histogram bin sizes is limited by the relatively small size of the subsamples: after some experimentation,  $50 \text{ km s}^{-1}$  seemed like the most reasonable choice.

Figure 6 shows comparisons of the distributions of the combined data of “Field” B0-B2-type stars with luminosity classes V–IV from this work plus GB2012 to the distribution for B0-B2-type stars in the Bright Star Catalog observed by Abt et al. (2002, hereinafter ALG02) plus Levato & Grosso (2013, hereinafter LG13). The fitted bimodal Maxwellian distributions are nearly identical, each showing a significant fraction of slow rotators. This gives added support to the idea that there are multiple mechanisms producing Field B-type stars. Note that a large number of evolved and binary stars in GB2012 were excluded from the analysis. Although we excluded from the analysis objects with luminosities of class III or higher, little is known about binarity for our targets and its impact on the distributions. ALG02 argued that the inclusion of close binaries would have little effect on the distributions; however, Langer (2012) argues that there are theoretical considerations that predict that the projected rotational velocities of massive main-sequence stars can be strongly affected by the presence of a close companion. The same is true for stars with strong magnetic fields (e.g., Stepién 2002). Because the fraction of massive close binaries is large (e.g., Sana et al. 2012) and because magnetic fields seem to be ubiquitous among B-type stars (Langer 2012), binarity and magnetic fields could, in principle, affect the distributions derived here.

Figure 7 shows the plots of the  $v \sin i$  distributions for our three groupings (“Cluster,” “Association,” and “Field,” as defined above) of stars having luminosities of class IV or V described in the preceding section, along with the bimodal Maxwellian fits to each. Since Figure 6 shows that the distributions for the Field star subgroup is very similar to the distributions of objects from ALG02 and LG13, we adopted the averages of the modes shown in Figures 6, 23, and 116  $\text{km s}^{-1}$ , to fit the three subgroup distributions. Only the relative fraction of the two Maxwellian distributions was varied to best fit the data. The relative fractions of the low  $v \sin i$  component, 32%, 44%, and 18% for the Field, Association, and Cluster subsets, respectively, are consistent with earlier studies of early B-type stars that found large fractions of slow rotators in the Field and large fractions of rapid rotators in Clusters.

Independent of the Maxwellian fits, a relative comparison of the observed distributions using a Kolmogoroff–Smirnov test give probabilities of 0.34 and 0.25 that the “Cluster”  $v \sin i$ ’s come from the same population as the “Field” and “Association” objects, respectively. The same comparison gives a probability of 0.87 that the “Field” and “Association” stars come from the same population. Note that neglecting gravity darkening would underestimate the values of the largest  $v \sin i$ ’s (see Frémat et al. 2005) but would not explain the large fraction of slow rotators.

#### 4. CONCLUSIONS

We have determined values of  $v \sin i$  from echelle spectra of 136 early B-type stars in the outer disk of the Milky Way. Based on a literature search, we separated these stars into Field, Association, or Cluster and find a correlation consistent with low  $v \sin i$  for field stars compared with cluster stars. Fits with two-component Maxwellian velocity distributions yield slow-rotator contributions of 32%, 44%, and 18% for in the Field, Association, and Cluster subsets, respectively. It remains unclear whether this trend is due to the stellar natal environment or evolutionary effects. A number of possible double-lined binaries and candidate Be stars, as well as the measured radial velocities, are presented, which might be of interest for additional work.

This paper includes data gathered with the 6.5 m *Magellan* Telescopes located at the Las Campanas Observatory, Chile. M.S.O. and T.B. acknowledge financial support from the National Science Foundation (AST-0448900) and M.S.O. thanks NOAO for support and hospitality during an extended visit. G.A.B. acknowledges Coordenação de Aperfeiçoamento de Pessoal de Nível Superior (CAPES—Brazil) for his fellowship. C.D.G. and J.W.G. are thankful that this is finished, and that our marriage is still intact. This research has made use of the SIMBAD database, operated at CDS, Strasbourg, France. Extensive use was also made of IRAF routines (<http://iraf.noao.edu>). We sincerely thank the anonymous referee for thoughtful and very helpful comments that improved the paper greatly.

*Facility:* Magellan: Clay

#### REFERENCES

- Abt, H. A., Levato, H., & Grosso, M. 2002, *ApJ*, 573, 359  
 Bernstein, R., Shectman, S. A., Gunnels, S. M., Mochnacki, S., & Athey, A. E. 2003, *Proc. SPIE*, 4841, 1694  
 Blaauw, A. 1961, *BAN*, 15, 265  
 Bragança, G. A., Daflon, S., Cunha, K., et al. 2012, *AJ*, 144, 130  
 Daflon, S., Cunha, K., De Araujo, F. X., Wolff, S., & Przybilla, N. 2007, *AJ*, 134, 1570  
 Deutsch, A. 1970, in *IAU Coll. 4, Stellar Rotation*, ed. A. Slettebak (London: Gordon and Breach), 207  
 Fitzgerald, M. P. 1970, *A&A*, 4, 234  
 Fitzgerald, M. P., & Moffat, A. 1980, *MNRAS*, 193, 761  
 Frémat, Y., Zorec, J., Hubert, A.-M., & Floquet, M. 2005, *A&A*, 440, 305  
 Gies, D. R. 1987, *ApJS*, 64, 545  
 Guthrie, B. N. G. 1982, *MNRAS*, 198, 795  
 Golden-Marx, J. B., Oey, M. S., Lamb, J. B., & Graus, A. 2014, in *ASP Conf. Ser. 20, Bright Emissaries: Be Stars as Messengers of Star Disk Physics*, ed. T. A. A. Sigut & C. E. Jones (San Francisco, CA: ASP), 20  
 Hardorp, J., Theile, I., & Voigt, H. H. 1964, *Luminous Stars in the Northern Milky Way*, Vol. 3 (Bergedorf: Hamburger Sternw. & Warner Swasey Obs.)  
 Hoogerwerf, R., de Bruijne, J. H. J., & de Zeeuw, P. T. 2000, *ApJL*, 544, L133  
 Huang, W., & Gies, D. R. 2006, *ApJ*, 648, 580  
 Huang, W., Gies, D. R., & McSwain, M. V. 2010, *ApJ*, 722, 605

THE ASTRONOMICAL JOURNAL, 150:41 (10pp), 2015 August

GARMANY ET AL.

- Johnson, H. L., & Morgan, W. W. 1953, [ApJ](#), **117**, 313
- Lamb, J. B., Oey, M. S., Graus, A. S., & Segura-Cox, D. M. 2012, in ASP Conf. Ser. 465, Four Decades of Research on Massive Stars, ed. L. Drissen, C. Robert & N. St-Louis (San Francisco, CA: ASP), 440
- Lamb, J. B., Oey, M. S., Werk, J. K., & Ingleby, L. D. 2010, [ApJ](#), **725**, 1886
- Langer, N. 2012, [ARA&A](#), **50**, 107
- Levato, H., & Grosso, M. 2013, [PASP](#), **125**, 1191
- Martayan, C., Frémat, Y., Hubert, A. M., et al. 2007, [A&A](#), **462**, 683
- Massey, P. 2002, [ApJS](#), **141**, 81
- Massey, P., Parker, J. W., & Garmany, C. D. 1989, [AJ](#), **98**, 1305
- Mermilliod, J. C. 1981, [A&A](#), **97**, 235
- Nassau, J. J., & Stephenson, C. B. 1963, Luminous Stars in the Northern Milky Way, Vol. 4 (Bergedorf: Hamburger Sternw. & Warner Swasey Obs.)
- Nassau, J. J., Stephenson, C. B., & MacConnell, D. J. 1965, Luminous Stars in the Northern Milky Way, Vol. 6 (Bergedorf: Hamburger Sternw. & Warner Swasey Obs.)
- Oey, M. S., King, N. L., & Parker, J. W. 2004, [AJ](#), **127**, 1632
- Oey, M. S., & Lamb, J. B. 2012, in ASP Conf. Ser. 465, Four Decades of Research on Massive, ed. L. Drissen, C. Robert & N. St-Louis (San Francisco, CA: ASP), 431
- Oey, M. S., Lamb, J. B., Kushner, C. T., Pellegrini, E. W., & Graus, A. S. 2013, [ApJ](#), **768**, 66
- Oskinova, L. M., Steinke, M., Hamann, W.-R., et al. 2013, [MNRAS](#), **436**, 4457
- Reed, B. C. 1998, [ApJS](#), **115**, 271
- Reed, B. C. 2003, [AJ](#), **125**, 2531
- Sana, H., de Mink, S. E., de Koter, A., et al. 2012, [Sci](#), **337**, 444
- Selier, R., Heydari-Malayeri, M., & Gouliermis, D. A. 2011, [A&A](#), **529**, A40
- Sharpless, S. 1959, [ApJS](#), **4**, 257
- Simon-Diaz, S., & Herrero, A. 2014, [A&A](#), **562**, 135
- Stephenson, C. B., & Sanduleak, N. 1971, [PW&SO](#), **1**, 1
- Stepián, K. 2002, [A&A](#), **383**, 218
- Stock, J., Nassau, J. J., & Stephenson, C. B. 1960, Luminous Stars in the Northern Milky Way, Vol. 2 (Bergedorf: Hamburger Sternw. & Warner Swasey Obs.)
- Townsend, R. H. D., Owocki, S. P., & Howarth, I. D. 2004, [MNRAS](#), **350**, 189
- Vacca, W., Garmany, C. D., & Shull, J. M. 1996, [ApJ](#), **460**, 914
- Wolff, S. C., Strom, S. E., Dror, D., & Venn, K. 2007, [AJ](#), **133**, 1092



## Parte III

# Análise Química do Disco Externo

# Capítulo 4

## Seleção de objetos e dados adicionais

*“You can have data without information, but you cannot have information without data.”*

Daniel Keys Moran

Neste capítulo, descrevemos a seleção de estrelas da amostra para a análise química (seção. 4.1). Na seção 4.2 nós apresentamos o método utilizado para normalizar os espectros observados. Nós também descrevemos como obtivemos o [Perfil Instrumental \(PI\)](#) destes espectros na seção 4.3. E por fim, na seção 4.4, apresentamos as distâncias Galactocêntricas utilizadas para obter o gradiente radial de abundâncias, que apresentaremos na seção 6.4.

### 4.1 Seleção de objetos para a análise química

Neste trabalho, desenvolvemos uma metodologia que nos permite obter os parâmetros físicos de uma estrela OB através da análise de seu espectro. Porém, a metodologia não é aplicável para todos os tipos de estrelas e os casos de exceção são explicados a seguir.

- A estrela OB não pode pertencer a um sistema binário ou múltiplo espectroscópico, ou seja, os espectros observados não podem apresentar os espectros de 2 ou mais componentes com os perfis de linhas mesclados.

A binariedade acarreta uma dificuldade em medir corretamente o perfil espectral quando as linhas espectrais das duas estrelas estão sobrepostas. Recentemente, alguns pesquisadores investigam a possibilidade de analisar duas estrelas em um

sistema binário através de uma técnica de desembaraçamento espectral (e.g., Pavlovski & Hensberge 2010). Para isso, várias observações do sistema estelar em épocas distintas são necessárias a fim de obter espectros em diferentes fases orbitais. Este tipo de análise está fora do escopo deste projeto e não será discutido nesta tese.

- O valor da *velocidade rotacional projetada* ( $v \sin i$ ) não deve ser muito alto. A rotação da estrela causa o alargamento das linhas espectrais e, dependendo da intensidade da linha ou da presença de linhas vizinhas, podem ser alargadas a ponto de se confundir com o contínuo ou ter o perfil completamente combinado com os perfis das linhas vizinhas. É desejável que  $v \sin i < 50$  km/s, porém, em certos casos, é possível analisar estrelas com  $v \sin i$  até 100 km/s.
- As linhas de hidrogênio não podem mostrar forte emissão. Como será mostrado no Capítulo 5, utilizamos as asas das linhas de hidrogênio para inferir o *logaritmo da gravidade superficial* ( $\log g$ ) da estrela. É necessário um intervalo espectral de, aproximadamente, 10 a 20 Å na asa da linha para se obter uma boa medida do  $\log g$ . Assim, se a emissão da linha sobrepõe a asa a ponto deste intervalo espectral ser muito pequeno, a linha espectral não deve ser utilizada para medir  $\log g$ , pois implicará em maiores incertezas ou mesmo impossibilitará a análise.

Assim, filtramos nossa amostra do disco externo, contendo 136 estrelas, a fim de excluir os objetos que apresentam as propriedades descritas acima e também espectros com razão sinal/ruído muito baixa. Este processo foi realizado através de uma inspeção visual dos espectros. Ao final da triagem, nós selecionamos 30 estrelas aptas a serem analisadas quimicamente e que serão discutidas em mais detalhes no Cap. 6.

## 4.2 Normalização diferencial dos espectros

Cada ordem do espectro *echelle* observado contém informação espectral para um intervalo de, aproximadamente,  $50 \text{ \AA}$ . Esta cobertura espectral pode ser comparável à largura total de algumas linhas de hidrogênio nos espectros de anãs de tipo espectral B. Assim, pode haver pouca cobertura espectral do *continuum*, dificultando, ou até impossibilitando, a normalização padrão dessas linhas.

Para contornar este problema, optamos por normalizar os espectros seguindo uma metodologia diferencial, explicada a seguir:

1. Escolhe-se um espectro de boa qualidade e com linhas estreitas para servir como o espectro de referência ( $S_R$ ).
2. Divide-se todos os espectros pelo espectro de referência  $S_R$ , isto é:

$$D_i = \frac{S_i}{S_R} \quad (4.1)$$

3. Obtêm-se uma função ( $F_i$ ) que ajusta o *continuum* dos espectros  $D_i$ .
4. Divide-se os espectros originais por suas respectivas funções  $F_i$ . Assim, os espectros estarão padronizados em fluxo com o espectro  $S_R$ .

$$P_i = \frac{S_i}{F_i} \quad (4.2)$$

5. Calcula-se a média dos espectros  $P_i$ ,  $\langle P \rangle$ .
6. Obtêm-se uma função que ajusta o *continuum* do espectro médio  $\langle P \rangle$ ,  $F_{\langle P \rangle}$ .
7. Finalmente, divide-se os espectros padronizados  $P_i$  pela função  $F_{\langle P \rangle}$  para obter os espectros normalizados.

Prefere-se que os espectros tenham sido todos obtidos em uma mesma noite para evitar contaminação instrumental e temporal. Para maximizar os resultados, os raios cósmicos devem ser retirados e os espectros corrigidos em velocidade radial antes de iniciar a normalização.

A fim de agilizar a normalização, criamos uma biblioteca (`NormDif`) em Python que se utiliza do `IRAF` através do `PyRAF` para executar as etapas 2, 4, 5 e 7. As etapas que exigem ajustar o *continuum* (3 e 6) foram feitas usando a rotina `splot` do `IRAF`.

Todas as regiões espectrais utilizadas neste trabalho foram normalizadas seguindo a metodologia diferencial. O resultado final desta etapa foi a criação de um banco de dados com os espectros normalizados das regiões espectrais de interesse. Assim, quando uma certa linha espectral era analisada, a região espectral de interesse era consultada neste banco de dados.

### 4.3 Perfil instrumental

Em teoria, o espectro observado de uma fonte luminosa em repouso, como as lâmpadas de calibração presente em observatórios, deveria conter apenas linhas de emissão muito estreitas, sujeita apenas ao alargamento natural. Devido à interação da luz com o próprio instrumento, as linhas de emissão são alargadas por um perfil gaussiano, chamado **Perfil Instrumental (PI)**, que deve ser considerado na análise das linhas espectrais, especialmente nas mais fracas em que outros efeitos de alargamento são menos intensos. O valor da **largura à meia altura (LMA)** de um ajuste gaussiano às linhas de emissão do espectro da lâmpada pode ser utilizado como representativo do **PI**.

Durante uma missão de observação espectroscópica, obtém-se o espectro de uma lâmpada com o mesmo instrumento utilizado na observação dos objetos de ciência. O espectro da luz desta lâmpada é utilizado para calibrar, em comprimento de onda, os espectros dos objetos observados. Além da calibração, também é possível obter o **PI** do instrumento ao medir as linhas de emissão no espectro desta lâmpada.

De posse dos espectros da lâmpada observados a época da missão observacional, realizamos uma medida independente do **PI** do espectrógrafo MIKE. O **PI** varia com o aumento do comprimento de onda; assim, é necessário medir a **LMA** de algumas linhas espectrais e adotar este valor como indicador do **PI** para a faixa espectral coberta por estas linhas. Com o objetivo de maximizar o número de medidas e tornar este experimento reproduzível, criamos uma ferramenta que detecta, automaticamente, as linhas espectrais, ajusta perfis gaussianos e mede a **LMA** destas linhas. Como exemplo, a Fig. 4.1 apresenta as linhas detectadas e o ajuste gaussiano a algumas linhas de uma pequena região do espectro da lâmpada. Façamos notar que os ajustes não são realizados em todas as linhas espectrais. Essa ferramenta possui um recurso que permite filtrar as linhas mais fracas, e assim, utilizar apenas as linhas mais fortes, sendo que eventuais linhas saturadas são filtradas e excluídas na etapa de obtenção da **LMA** típica da ordem espectral.

Utilizando este recurso, medimos 90 linhas em 15 ordens espectrais na banda no azul e 54 linhas de 11 ordens na banda no vermelho. Para cada ordem, nós calcula-

mos a mediana da **LMA** obtida das linhas, e tomamos este valor como o valor do **PI** representativo para aquela ordem. Através de uma regressão linear nos valores obtidos para cada ordem, obtivemos duas funções que retornam o valor do **PI** de acordo com o comprimento de onda. Uma função foi obtida apenas com os espectros obtidos na faixa do vermelho ( $\lambda \geq 5000 \text{ \AA}$ ) e, portanto, deve ser utilizado apenas para as linhas dos espectros no vermelho. Idem para a outra função, porém esta se aplica aos espectros na faixa do azul ( $\lambda < 5000 \text{ \AA}$ ). Assim, cada linha espectral utilizada neste trabalho possui um valor individual para o **PI**. A Figura 4.2 mostra os valores medidos e os ajustes, e a equação 4.3 apresenta a equação destes ajustes.

$$\text{PI} = \begin{cases} 1.91 \times 10^{-5} \times \lambda + 0.047 & : 3250 < \lambda < 5000 \\ 3.40 \times 10^{-5} \times \lambda - 0.017 & : 5000 \leq \lambda < 9500 \end{cases} \quad (4.3)$$

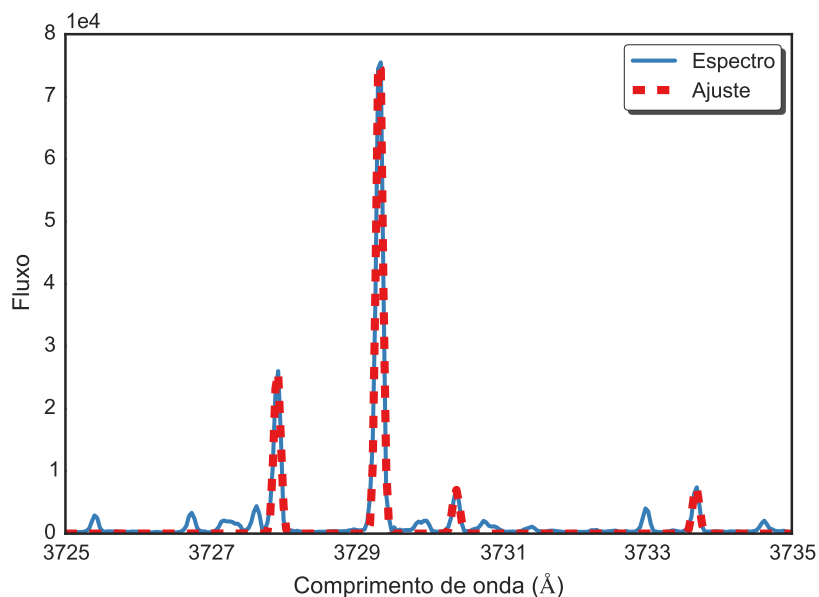


Figura 4.1: Detecção e ajuste gaussiano de um espectro de lâmpada realizados automaticamente. A curva contínua em azul é o espectro observado e a curva tracejada em vermelho é o ajuste.

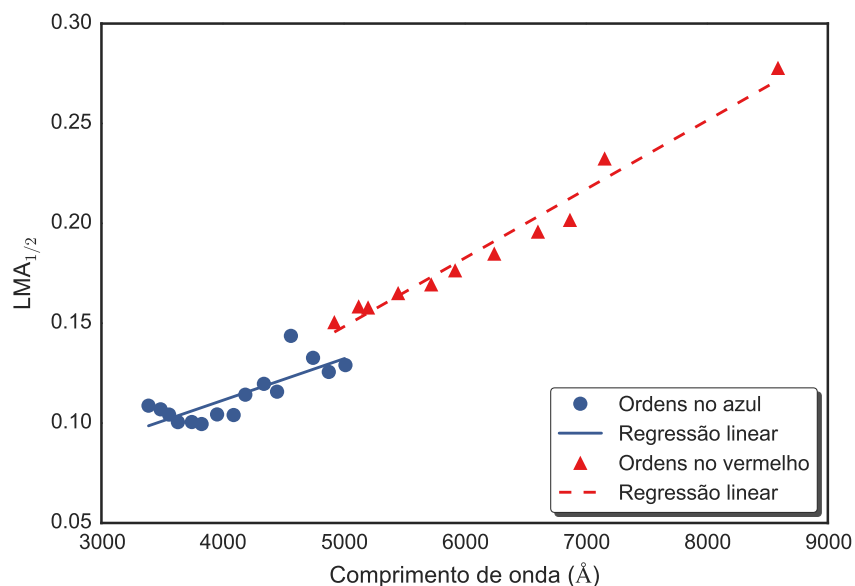


Figura 4.2: Valores da mediana da largura à meia altura ( $LMA$ ) de cada ordem espectral em função do comprimento de onda. Os círculos azuis e triângulos vermelhos representam os valores médios da  $LMA$  para cada ordem espectral nas bandas azul e vermelha, respectivamente. As retas contínua em azul e tracejada em vermelho representam as regressões lineares nos valores médios da  $LMA$  nas bandas azul e vermelho, respectivamente. A função obtida pela regressão é usada para obter os valores da  $PI$  para cada linha espectral na análise subsequente.

## 4.4 Distâncias Galactocêntricas

Um de nossos objetivos neste trabalho é obter o gradiente radial das abundâncias de Si e O no disco Galáctico. Para tal, é necessário obter distâncias Galactocêntricas ( $R_g$ ) destes objetos. Na tabela 4.1 apresentamos as distâncias heliocêntricas, suas referências e as distâncias Galactocêntricas das estrelas da amostra. Nos próximos parágrafos, descreveremos o critério de seleção das distâncias e o cálculo das distâncias Galactocêntricas.

Garmany et al. (2015) calcularam distâncias fotométricas para todas as 30 estrelas que selecionamos para a análise química. Para algumas estrelas, em sua maioria pertencentes a aglomerados ou regiões H II, há outras medidas de distância heliocêntrica publicados na literatura que merecem uma discussão.

A distância fotométrica para a ALS 208 foi determinada como sendo 5.16 kpc, consistente com a distância de 5.8 kpc determinada por Blitz et al. (1982). A distância fotométrica de 3.1 kpc para a ALS 384 está consistente, dentro das incertezas, com outros valores listados na literatura, como Moitinho et al. (2006) e Wu et al. (2009).

As distâncias para as estrelas ALS 15608, ALS 16807, ALS 17694, ALS 18674 e ALS 18714 foram obtidas de estudos das regiões às quais essas estrelas pertencem, considerando uma amostra de objetos integrantes do aglomerado ou região H II em questão.

Dentro de nossa subamostra, há estrelas que pertencem a um mesmo aglomerado. Estas estrelas são ALS 634 e ALS 644 (aglomerado Bochum 15), ALS 9209 e ALS 18020 (região H II SH 2-295), ALS 16106 e ALS 16107 (aglomerado Haffner 19), e ALS 18679 e ALS 18681 (região H II SH 2-289). Nossos resultados de velocidade radial e abundância (ver tab. 6.1) não descartam a hipótese de que essas estrelas pertençam a mesma região H II ou aglomerado, porém as distâncias obtidas por Garmany et al. não são consistentes entre estrelas de uma mesma região. Nestes casos, optamos pelas distâncias publicadas na literatura.

A estrela ALS 19251, também conhecida como RLWT 13, está, aparentemente, situada no campo estelar, ou seja, não estaria associada a nenhum aglomerado ou associação estelar. Sua distância foi detalhadamente discutida por Smartt et al. (1996a), em um contexto de gradiente radial de abundâncias, por isso adotamos o valor publicado nesse trabalho.

A Fig. 4.3 apresenta as distâncias heliocêntricas dos objetos em questão. Em cinza, apresentamos as distâncias fotométricas de Garmany et al. (2015) para as 136 estrelas da amostra e, em vermelho, as 30 estrelas da subamostra para a análise química com as distâncias revisadas.



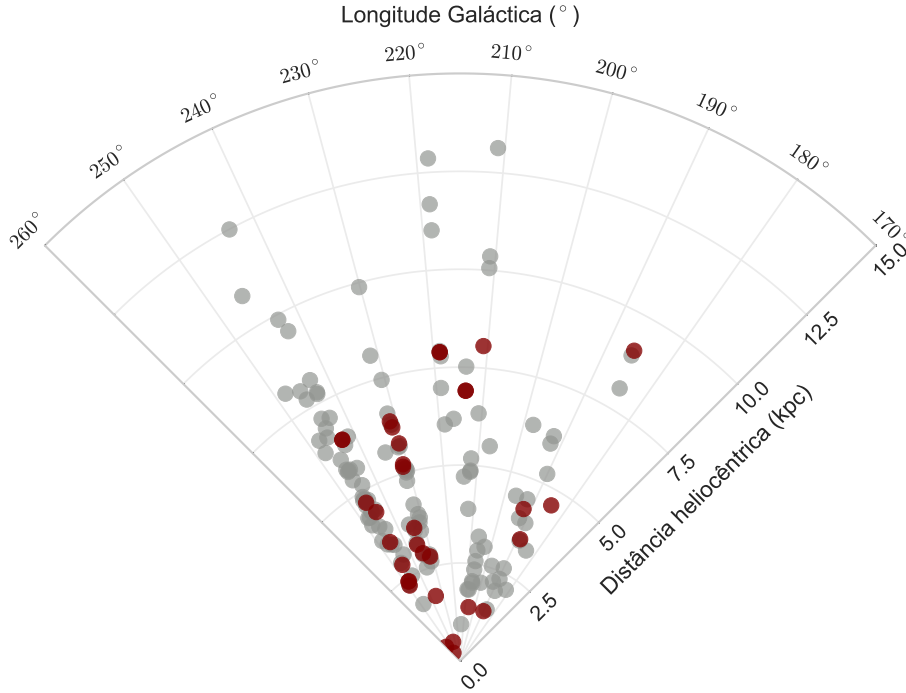


Figura 4.3: Distâncias e coordenadas heliocêntricas da amostra do disco externo. Em cinza, apresentamos as distâncias fotométricas de [Garmany et al. \(2015\)](#) para as 136 estrelas da amostra e, em vermelho, as 30 estrelas da subamostra selecionada para a análise química com as distâncias revisadas.

Em seguida, calculamos a distância galactocêntrica utilizando a seguinte fórmula:

$$R_g = \sqrt{[d_\star \cdot \cos(b)]^2 + D_\odot^2 - 2 \cdot d \cdot \cos(b) \cdot D_\odot \cdot \cos(l)} \quad (4.4)$$

em que  $d_\star$ ,  $l$  e  $b$  são, respectivamente, a distância heliocêntrica, a longitude e a latitude galáctica da estrela. O parâmetro  $D_\odot$  é a distância do Sol ao centro Galáctico e, neste trabalho, adotamos igual a  $7.94 \pm 0.12$  kpc ([Groenewegen et al., 2008](#)). Assim, podemos afirmar que nossa amostra é representativa da região a partir de 9 kpc do Centro Galáctico na direção do anticentro Galáctico até  $R_g \sim 17$  kpc.

Tabela 4.1: Distâncias galactocêntricas para as estrelas da subamostra.

ALS	$l$ ( $^{\circ}$ )	$b$ ( $^{\circ}$ )	Filiação	Distância heliocêntrica (kpc)	Referência de $d_{\star}$	Distância galactocêntrica (kpc)
45	192.38	3.30	Aglomerado: Bochum 1	4.20 $\pm$ 0.10	Bica et al. (2008)	12.07 $\pm$ 0.16
208	231.43	-4.37	Região HII: SH 2-301	5.17 $\pm$ 0.37	Garmany et al. (2015)	11.86 $\pm$ 0.33
384	235.37	-2.41	Aglomerado: NGC 384	3.17 $\pm$ 0.23	Garmany et al. (2015)	10.08 $\pm$ 0.21
404	231.07	0.22	-	2.77 $\pm$ 0.20	Garmany et al. (2015)	9.92 $\pm$ 0.19
428	230.73	1.02	-	5.77 $\pm$ 0.41	Garmany et al. (2015)	12.42 $\pm$ 0.37
505	231.39	1.75	-	6.37 $\pm$ 0.46	Garmany et al. (2015)	12.91 $\pm$ 0.41
506	231.24	1.90	-	5.23 $\pm$ 0.37	Garmany et al. (2015)	11.93 $\pm$ 0.34
510	231.24	1.95	-	6.21 $\pm$ 0.44	Garmany et al. (2015)	12.78 $\pm$ 0.40
634	247.77	-5.50	Aglomerado: Bochum 15	2.42 $\pm$ 0.27	Kharchenko et al. (2013)	9.13 $\pm$ 0.20
644	248.20	-5.66	Aglomerado: Bochum 15	2.42 $\pm$ 0.27	Kharchenko et al. (2013)	9.11 $\pm$ 0.20
777	246.10	-2.76	-	2.86 $\pm$ 0.20	Garmany et al. (2015)	9.47 $\pm$ 0.17
904	244.45	1.35	-	4.36 $\pm$ 0.31	Garmany et al. (2015)	10.58 $\pm$ 0.25
914	245.56	0.83	-	3.52 $\pm$ 0.25	Garmany et al. (2015)	9.93 $\pm$ 0.21
921	248.88	-1.17	-	2.32 $\pm$ 0.17	Garmany et al. (2015)	9.04 $\pm$ 0.15
8598	188.78	-2.57	-	3.46 $\pm$ 0.25	Garmany et al. (2015)	11.37 $\pm$ 0.27
9209	213.87	0.60	Região HII: SH 2-285	6.90 $\pm$ 0.70	Blitz et al. (1982)	14.20 $\pm$ 0.68
14007	234.12	-3.81	-	2.91 $\pm$ 0.21	Garmany et al. (2015)	9.93 $\pm$ 0.20
14013	234.10	-2.67	-	3.60 $\pm$ 0.26	Garmany et al. (2015)	10.46 $\pm$ 0.23
15608	245.76	0.49	Aglomerado: Ruprecht 44	4.70 $\pm$ 0.52	Kharchenko et al. (2013)	10.76 $\pm$ 0.40
16106	243.08	0.53	Aglomerado: Haffner 19	6.40 $\pm$ 0.65	Vázquez et al. (2010)	12.25 $\pm$ 0.54
16107	243.08	0.53	Aglomerado: Haffner 19	6.40 $\pm$ 0.65	Vázquez et al. (2010)	12.25 $\pm$ 0.54
16807	206.33	-2.06	Aglomerado: NGC 2244	1.39 $\pm$ 0.10	Hensberge et al. (2000)	9.21 $\pm$ 0.15
17694	190.05	0.54	Região HII: SH 2-252 E	1.40 $\pm$ 0.30	Bonato & Bica (2011)	9.32 $\pm$ 0.32
18020	213.83	0.62	Região HII: SH 2-285	6.90 $\pm$ 0.70	Blitz et al. (1982)	14.20 $\pm$ 0.68
18674	210.79	-2.55	Região HII: SH 2-283	8.06 $\pm$ 0.30	Russeil et al. (2007)	15.42 $\pm$ 0.31
18679	218.80	-4.58	Região HII: SH 2-289	7.90 $\pm$ 0.73	Moffat et al. (1979)	14.92 $\pm$ 0.70
18681	218.83	-4.57	Região HII: SH 2-289	7.90 $\pm$ 0.73	Moffat et al. (1979)	14.92 $\pm$ 0.70
18714	235.61	-3.83	Aglomerado: NGC 2367	1.77 $\pm$ 0.20	Kharchenko et al. (2013)	9.06 $\pm$ 0.18
19251	184.68	1.12	-	4.60 $\pm$ 0.46	Smartt et al. (1996a)	12.53 $\pm$ 0.47
19264	185.72	5.92	-	9.08 $\pm$ 0.65	Garmany et al. (2015)	16.95 $\pm$ 0.66

# Capítulo 5

## Metodologia para determinação dos parâmetros estelares

*“... all we have is an observed spectrum, so we should better make a good use of it.”*

Hubeny (2010, p. 74)

Neste capítulo, apresentamos a metodologia utilizada na análise das estrelas de nossa amostra. Na Seção 5.1, apresentamos a técnica de síntese espectral, que é amplamente utilizada na nossa análise. Em seguida, descrevemos, na seção 5.2, o procedimento desenvolvido para obter os parâmetros estelares: temperatura efetiva ( $T_{\text{ef}}$ ), logaritmo da gravidade superficial ( $\log g$ ), velocidade rotacional projetada ( $v \sin i$ ), velocidade de microturbulência ( $\xi$ ), velocidade de macroturbulência ( $\zeta$ ) e abundâncias químicas de silício e oxigênio. E concluímos apresentando a aplicação da metodologia em dois espectros sintéticos, com e sem ruído. Nosso objetivo neste experimento foi reobter os parâmetros estelares utilizados para sintetizar o espectro (seção 5.3).

### 5.1 Síntese espectral

A técnica de síntese espectral visa determinar os parâmetros de uma estrela através da comparação do seu espectro observado com o fluxo emergente de uma dada atmosfera estelar, obtido através da solução da equação de transporte radiativo.

Há diversas ferramentas de síntese espectral e, neste projeto, utilizamos o SYNSPEC. Nas próximas linhas, reproduzimos uma breve descrição retirada do manual da versão 43<sup>1</sup> (a versão atual é a 49).

---

<sup>1</sup>O manual pode ser encontrado neste endereço: <http://nova.astro.umd.edu/Flusty2002/pdf/syn43guide.pdf>

“It (SYNSPEC) assumes that the model atmosphere or an accretion disk model vertical structure of one ring is given (...). Program reads a general line list (...), and dynamically selects lines which contribute to the total opacity, based on physical parameters of the actual model atmosphere. SYNSPEC then solves the radiative transfer equation, wavelength by wavelength, in a specified wavelength range, and with a specified wavelength resolution.”

Optamos por utilizá-lo uma vez que este código não utiliza aproximações no formalismo do ETL e, portanto, possibilita uma abordagem mais adequada no caso de análise de estrelas B. Estes objetos estão associados a um intenso campo radiativo, o que desfavorece a aplicação do ETL.

Os modelos atômicos utilizados são versões atualizadas dos modelos básicos<sup>2</sup> em que substituímos os “superníveis” dos modelos básicos pela descrição explícita dos níveis atômicos individuais. Os modelos atualizados contêm 69, 219 e 41 níveis para O I, II e III, respectivamente e 70, 122 e 53 níveis para Si II, III e IV, respectivamente.

A lista geral de linhas espectrais utilizadas no SYNSPEC foi inicialmente desenvolvida pelo Dr. Thierry Lanz, com aprimoramentos e correções realizadas por diversos colaboradores no decorrer dos anos. Atualmente, a lista geral contém 18179 transições eletrônicas no intervalo de comprimento de onda  $\lambda\lambda 3000.03 - 9999.93 \text{ \AA}$ .

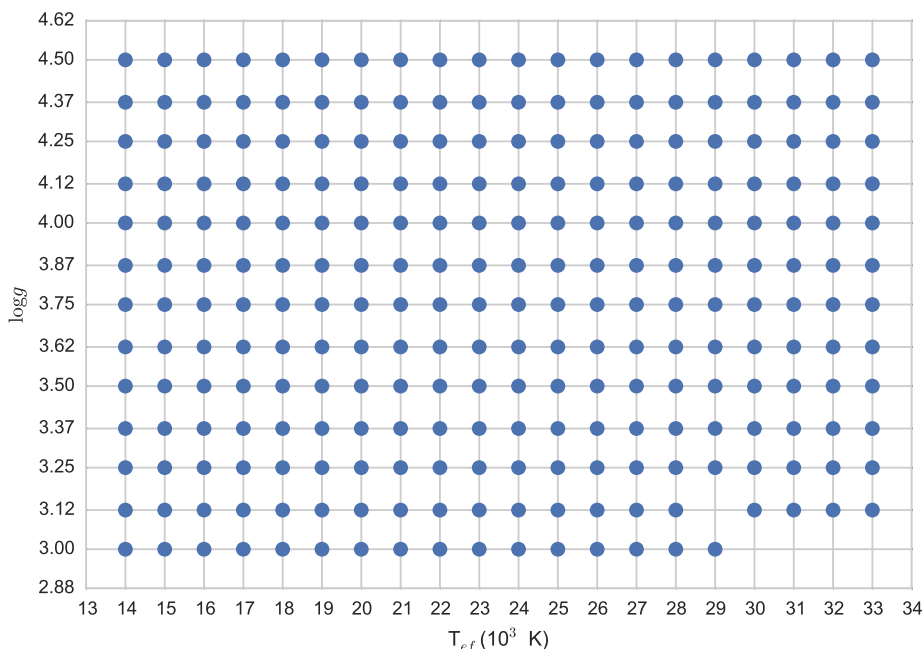


Figura 5.1: Cobertura da grade de modelos atmosféricos adotada. Os círculos azuis representam os modelos atmosféricos presentes na grade.

O SYNSPEC necessita de um modelo atmosférico como parâmetro de entrada.

<sup>2</sup>Disponíveis em <http://nova.astro.umd.edu/index.html>

Utilizamos modelos atmosféricos obtidos através da interpolação de uma grade de modelos previamente calculados. A grade foi calculada utilizando o TLUSTY seguindo um formalismo não-ETL, e calculada para  $T_{\text{ef}}$  entre 14000 e 33000 K com passos de 1000 K, e  $\log g$  de 3.0 a 4.5 dex com passo de 0.12 dex. Esta é uma nova grade de modelos calculada em 2012 baseada em modelos atômicos atualizados de C, O, Si e Ne com o intuito de substituir as grades OSTAR (Lanz & Hubeny, 2003) e BSTAR (Lanz & Hubeny, 2007). A Fig. 5.1 apresenta a cobertura da grade no espaço de parâmetros  $T_{\text{ef}}$  e  $\log g$ . A grade ainda está incompleta para  $(T_{\text{ef}}, \log g) = (\geq 30000, 3.05)$  (K, dex) e  $(T_{\text{ef}}, \log g) = (29000, 3.12)$  (K, dex) por limitações físicas ou por dificuldade de convergência dos modelos.

## 5.2 Metodologia para a análise química

Utilizamos um método iterativo para obter simultaneamente os parâmetros estelares: temperatura efetiva ( $T_{\text{ef}}$ ), logaritmo da gravidade superficial ( $\log g$ ), velocidade rotacional projetada ( $v \sin i$ ), velocidade de microturbulência ( $\xi$ ), e abundâncias químicas de silício e oxigênio. O método adotado foi baseado no utilizado por Hunter et al. (2007). A Fig. 5.2 apresenta o método em um fluxograma. Abaixo, apresentamos uma descrição mais detalhada:

1. Configuram-se valores iniciais para os parâmetros estelares. Ajustamos os valores de  $T_{\text{ef}}$ ,  $\log g$  e a velocidade de microturbulência a cada iteração. Os valores das abundâncias são mantidos fixos nos valores solares obtidos por Asplund et al. (2009) e não se alteram a cada iteração.
2. Calcula-se o equilíbrio de ionização das linhas espectrais disponíveis de Si II/III/IV e/ou O I/II/III. Efetuamos os seguintes passos:
  - (a) Ajustamos o perfil sintético ao observado para três valores de temperatura.
  - (b) Interpolamos os valores de abundâncias dentro destes três valores.
  - (c) Separamos as linhas espectrais por íon e calculamos a mediana e o Desvio Absoluto da Mediana (DAM)<sup>3</sup> dos valores de abundância.
  - (d) Calculamos a média ponderada das abundâncias de cada espécie iônica. O peso para cada espécie é o número de linhas disponíveis para aquela espécie. O ponto de equilíbrio encontra-se onde o desvio padrão ponderado é mínimo.

---

<sup>3</sup>Para um conjunto de dados  $X_1, X_2, \dots, X_n$ , o Desvio Absoluto da Mediana é definido como a mediana dos desvios absolutos em relação a mediana do conjunto de dados:  $\text{DAM} = \text{mediana}(X_i - \text{mediana}(X))$ .

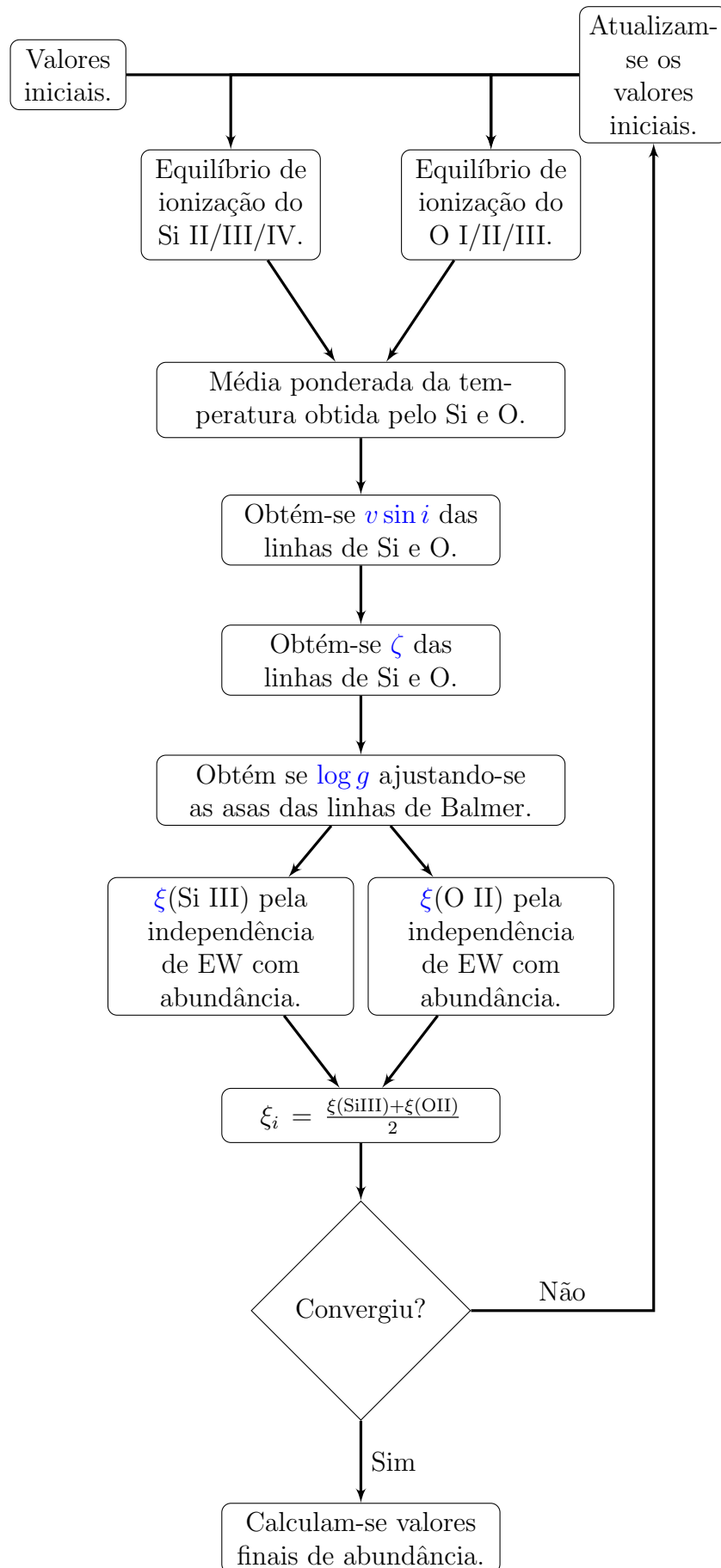


Figura 5.2: Fluxograma representando a metodologia utilizada para analisar as estrelas da amostra.

Assim, obtemos valores parciais de abundância de Si e O, e valores de temperatura individuais a partir de cada elemento. A temperatura final é obtida ao calcular a média ponderada entre os dois valores, em que os pesos são os números de íons disponíveis de cada elemento. Assumimos o desvio padrão ponderado como uma estimativa de erro da temperatura.

3. O valor típico da [velocidade rotacional projetada](#) da estrela é obtido como a média de um ajuste gaussiano à distribuição das medidas individuais das linhas espectrais de Si e O. Em alguns casos, houve a necessidade de ajustar mais de um perfil, pois o valor utilizado inicialmente para a [velocidade de macroturbulência](#) pode mascarar o verdadeiro valor da [velocidade rotacional projetada](#). Isto ocorre porque há uma degenerescência entre estes dois valores (ver 5.3).
4. Calculamos a [velocidade de macroturbulência](#) da mesma forma utilizada para a [velocidade rotacional projetada](#).

Vale ressaltar que, apesar do mesmo método ter sido usado para obter ambas as velocidades, estes dois parâmetros possuem origens físicas distintas e seus efeitos sobre o perfil espectral são diferentes. A [velocidade rotacional projetada](#) é uma medida, como o próprio nome sugere, da rotação da estrela projetada na linha de visada, enquanto a [velocidade de macroturbulência](#) é um parâmetro *ad hoc* utilizado com a finalidade de alargar o perfil espectral das linhas de algumas estrelas em que apenas a [velocidade rotacional projetada](#) não era o suficiente. A interpretação inicial era que a [velocidade de macroturbulência](#) se referia a campos de velocidade com uma escala maior que o percurso livre médio dos fótons (Gray, 2008, p. 431), porém estudos posteriores (Simón-Díaz et al., 2010) descartaram esta hipótese. Atualmente, acredita-se que a [velocidade de macroturbulência](#) esteja relacionada com pulsações estelares (Aerts et al. 2009; Simón-Díaz 2011), mas ainda é uma questão em aberto. Neste trabalho, utilizamos o tratamento radial-tangencial de Gray (2008) para calcular o seu efeito no perfil espectral.

Na Fig. 5.3, apresentamos espectros sintéticos degradados para dois valores de S/N, 50 e 500, e dois valores para [velocidade rotacional projetada](#) e [velocidade de macroturbulência](#), 5 e 50 km/s. É visível que a região alargada na linha é diferente para cada parâmetro, porém note que, quando S/N = 50 e os valores de um ou ambos os parâmetros são iguais a 50 km/s, torna-se difícil distinguir o efeito dos mecanismos de alargamento sobre o perfil da linha.

5. Obtêm-se  $\log g$  ajustando as asas das linhas espectrais de hidrogênio da série de Balmer, H $\alpha$ , H $\beta$  and H $\gamma$ , sensíveis ao alargamento Stark associado à pressão do

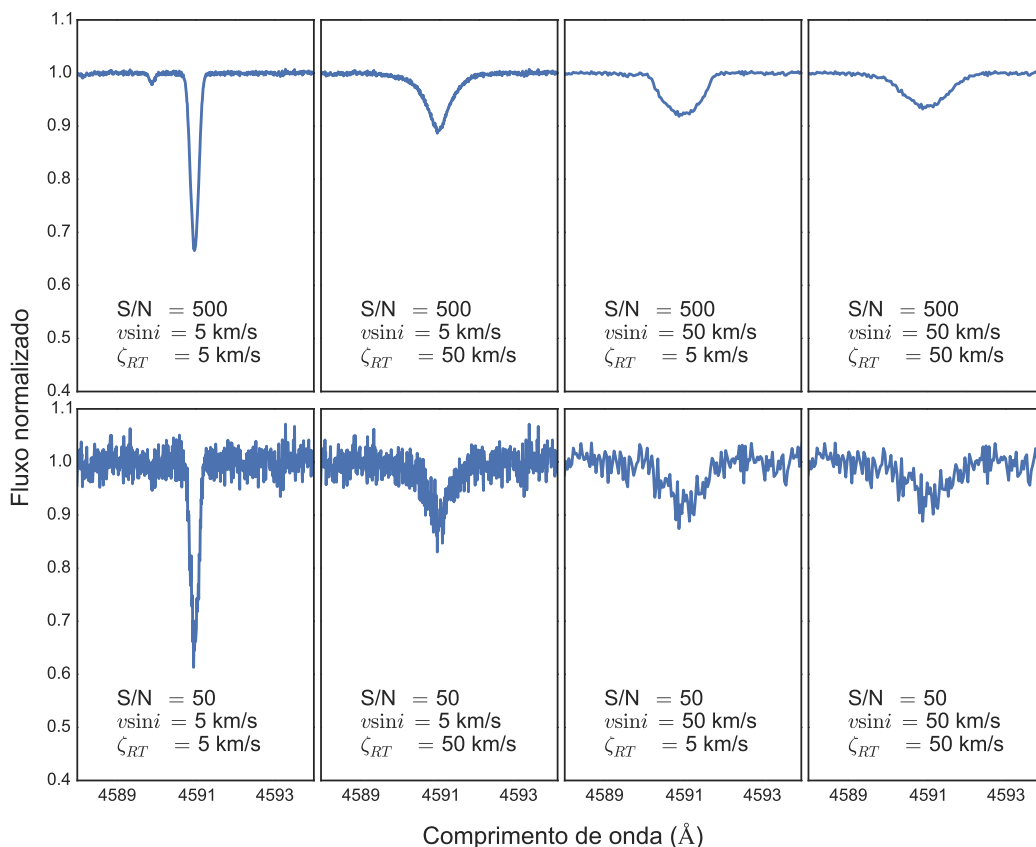


Figura 5.3: Exemplo da degenerescência entre [velocidade rotacional projetada](#) e [velocidade de macro-turbulência](#). Apresentamos espectros sintéticos degradados para dois valores de S/N, 50 e 500, e dois valores para [velocidade rotacional projetada](#) e [velocidade de macro-turbulência](#), 5 e 50 km/s. Para espectros de baixa qualidade, torna-se difícil obter o valor da [velocidade de macro-turbulência](#) quando a [velocidade rotacional projetada](#) é alta.

gás.

6. A [velocidade de micro-turbulência](#) é um parâmetro *ad hoc* introduzido como fonte de alargamento necessária para garantir o ajuste dos perfis observados. Inicialmente, esta velocidade estava associada a campos de velocidade com uma escala menor que o percurso livre médio dos fótons (ver [Gray 2008](#), p. 430). Também foi associado a limitações do cálculo [ETL](#), mas desde os primeiros cálculos em não-[ETL](#) foi observado que o ajuste dos perfis só era possível ao considerar um valor para a [velocidade de micro-turbulência](#) diferente de zero. Atualmente, modelos de transferência radiativa da atmosfera estelar calculados em 3D ([Asplund & Collet, 2003](#)) tiveram sucesso em descrever os perfis espectrais de estrelas frias desconsiderando este parâmetro. Como ocorre com a [velocidade de macro-turbulência](#), este ainda é um problema em aberto.

A [velocidade de micro-turbulência](#) é introduzida no cálculo do perfil teórico como



um alargamento descrito por uma gaussiana de dispersão  $\xi$ . Esta velocidade afeta, principalmente, as linhas mais fortes, e seu valor é obtido ao requerer que as abundâncias de Si III e O II sejam independente da intensidade da linha. Usamos a [largura equivalente](#) das linhas espectrais como indicador da intensidade da linha. Nós utilizamos as linhas de Si III e O II pois, dos três estágios de ionização presentes para as duas espécies estudadas, estes são os que possuem um maior número de linhas e com intensidades variadas. Isto nos permite obter uma melhor precisão no ajuste linear. Seguimos os seguintes passos para obter a [velocidade de microturbulência](#):

- (a) Ajustamos as linhas espectrais para cinco valores de [velocidade de microturbulência](#). O passo entre os valores é de 1 ou 2 km/s.
  - (b) Para cada um dos cinco valores da [velocidade de microturbulência](#), ajustamos uma reta, usando regressão robusta no espaço de largura equivalente versus abundância de Si ou O.
  - (c) O melhor valor da [velocidade de microturbulência](#) para Si e O é aquele com valor absoluto da inclinação da reta mais próximo a zero. O valor final da [velocidade de microturbulência](#) é a média entre os valores encontrados para ambos os elementos químicos.
7. Verifica-se convergência dos parâmetros estelares básicos:  $T_{\text{ef}}$ ,  $\log g$  e [velocidade de microturbulência](#). Caso negativo, repetem-se os passos anteriores.
  8. Caso tenha convergido, ajustamos individualmente as linhas de Si e O para obter os valores finais de abundância.

O ajuste dos perfis espectrais sintéticos aos observados é automatizado e a qualidade dos ajustes é avaliada através da minimização de [qui-quadrada](#) ( $\chi^2$ ).

Para os valores de abundâncias, nós usamos a escala astronômica para abundâncias logarítmicas em que a abundância de hidrogênio é definida como  $\log \epsilon(\text{H}) = 12$  e de um elemento X como  $\log \epsilon(\text{X}) = \log(N_{\text{X}}/N_{\text{H}}) + 12$ , em que  $N_{\text{X}}$  e  $N_{\text{H}}$  são a densidade numérica dos elementos X e H, respectivamente.

Na próxima seção, descrevemos cada passo desta análise com mais detalhes.

## 5.3 Exemplificação

A fim de exemplificação, utilizamos a metodologia descrita anteriormente para analisar dois conjuntos de espectros sintéticos, com e sem ruído. Os espectros utilizados foram sintetizados com os seguintes parâmetros:  $T_{eff} = 25000$  K,  $\log g = 4.0$  dex,  $v \sin i = 10$  km/s,  $\zeta = 10$  km/s  $\xi = 3.0$  km/s e as abundâncias dos elementos químicos Si e O foram definidos iguais a, respectivamente, 7.51 e 8.69 dex, de acordo com os valores solares obtidos por [Asplund et al. \(2009\)](#). As estimativas iniciais utilizadas para os parâmetros estelares são iguais aos valores usados para sintetizar o espectro. No segundo exemplo, usamos um outro espectro sintetizado com os mesmos parâmetros e e coma dição de ruído sintético para simular um espectro com S/N=100.

### 5.3.1 Espectro sintético sem ruído

Nesta subseção, apresentamos a análise efetuada em um espectro sintético sem ruído. Na Fig. 5.4 apresentamos a região de  $\lambda\lambda$  4660 – 4720 Å do espectro, que é a mesma região apresentada na Fig. 2.5 para algumas estrelas da amostra do disco externo.

#### Obtenção da temperatura efetiva

Como mencionado antes, obtemos a [temperatura efetiva](#) através do equilíbrio de ionização, em que procuramos, para um dado elemento químico, o valor de temperatura para o qual a abundância obtida de cada íon são iguais. Na faixa de temperatura do objeto em estudo, os íons disponíveis são Si II/III/IV e O I/II. As linhas espectrais do íon O III só estão disponíveis para temperaturas superiores a, aproximadamente, 29000 K.

Nós ajustamos os perfis espectrais em busca do valor de abundância para três valores de temperatura distintos: 24000, 25000 e 26000 K. A [temperatura efetiva](#) e uma estimativa inicial da abundância de Si e O são obtidas de acordo com o descrito na seção 5.2. As Figuras 5.5 e 5.6 apresentam os valores de abundâncias adotadas de cada íon de, respectivamente, Si e O, assim como os pontos de equilíbrio.

#### Obtenção das velocidades rotacionais projetadas e de macroturbulência

Utilizando a [temperatura efetiva](#) e as abundâncias encontradas na etapa anterior, nós determinamos a [velocidade rotacional projetada](#). Nós ajustamos todas as linhas espectrais deixando  $v \sin i$  livre. Como estamos analisando um caso ideal, todos os valores resultaram iguais ao valor inicial, 10 km/s. No caso não ideal, ajustamos distribuições

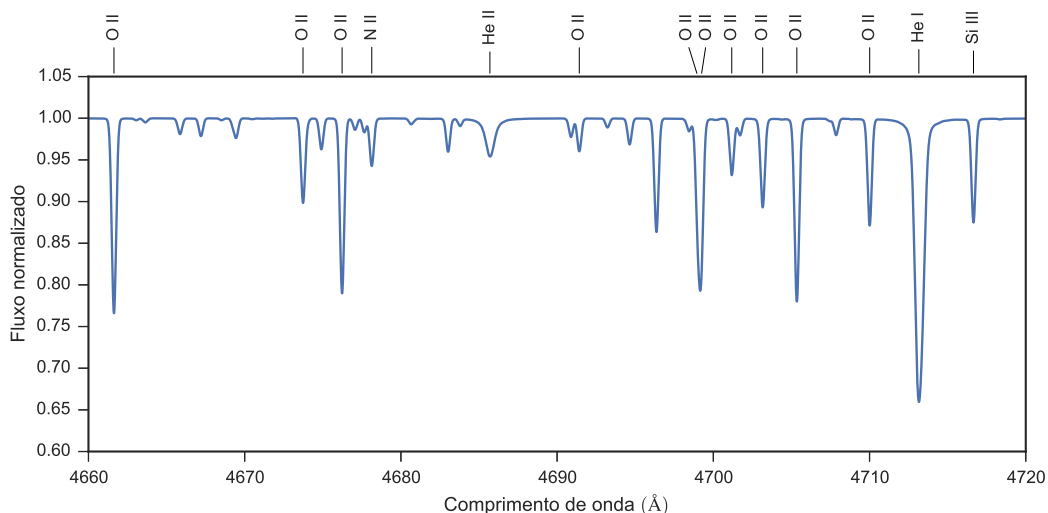


Figura 5.4: Exemplo do espectro sintético usado para testar a metodologia. O espectro utilizado foi sintetizado com os seguintes parâmetros:  $T_{eff} = 25000$  K,  $\log g = 4.0$  dex,  $v \sin i = 10$  km/s,  $\zeta = 10$  km/s  $\xi = 3.0$  km/s e as abundâncias de silício e oxigênio foram definidos iguais a, respectivamente, 7.51 e 8.69 dex.

gaussianas e determinamos, visualmente, a que melhor define a [velocidade rotacional projetada](#).

Utilizamos o mesmo procedimento para determinar a [velocidade de macroturbulência](#). Porém, neste caso, além da [temperatura efetiva](#) e as abundâncias, também usamos a [velocidade rotacional projetada](#) determinada anteriormente. Também obtivemos valores iguais aos iniciais, 10 km/s.

### Obtenção da gravidade superficial

Obtêm-se a gravidade superficial através das linhas de hidrogênio da série de Balmer:  $H\alpha$ ,  $H\beta$  e  $H\gamma$ . As asas das linhas de hidrogênio são sensíveis a temperatura e a gravidades, porém, como mantemos a primeira fixa, as asas das linhas de H tornam-se indicadoras primárias de [log g](#).

Os valores de [log g](#) encontrados para cada linha de hidrogênio são idênticos entre si e a média é igual ao valor usado para sintetizar o espectro de referência.

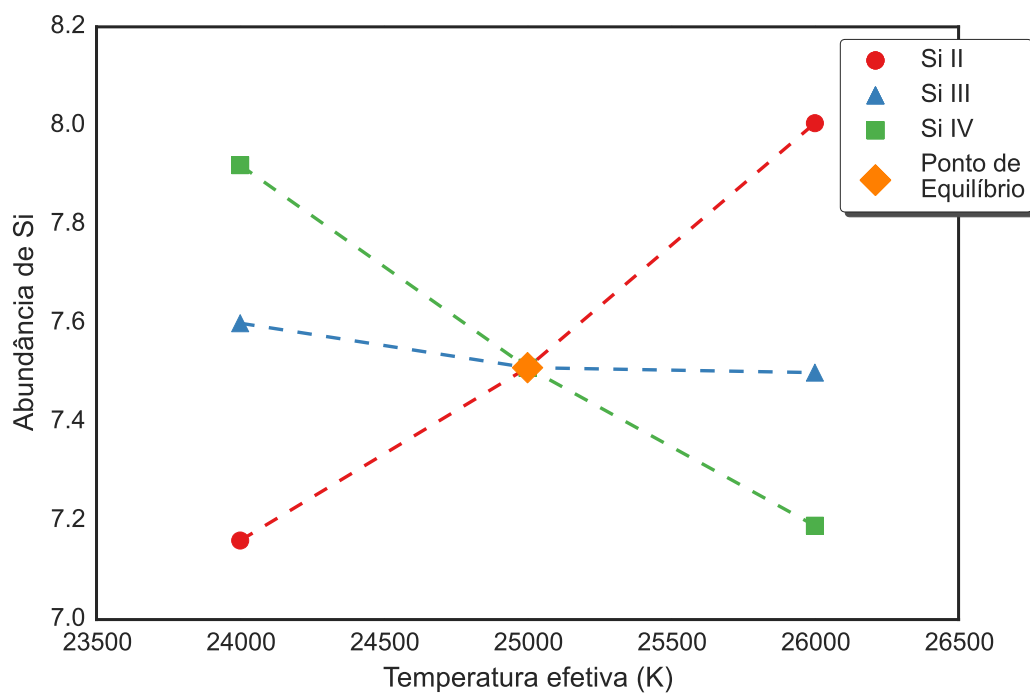


Figura 5.5: Abundâncias adotadas dos íons de Si em função da temperatura. O ponto de equilíbrio é demonstrado na figura.

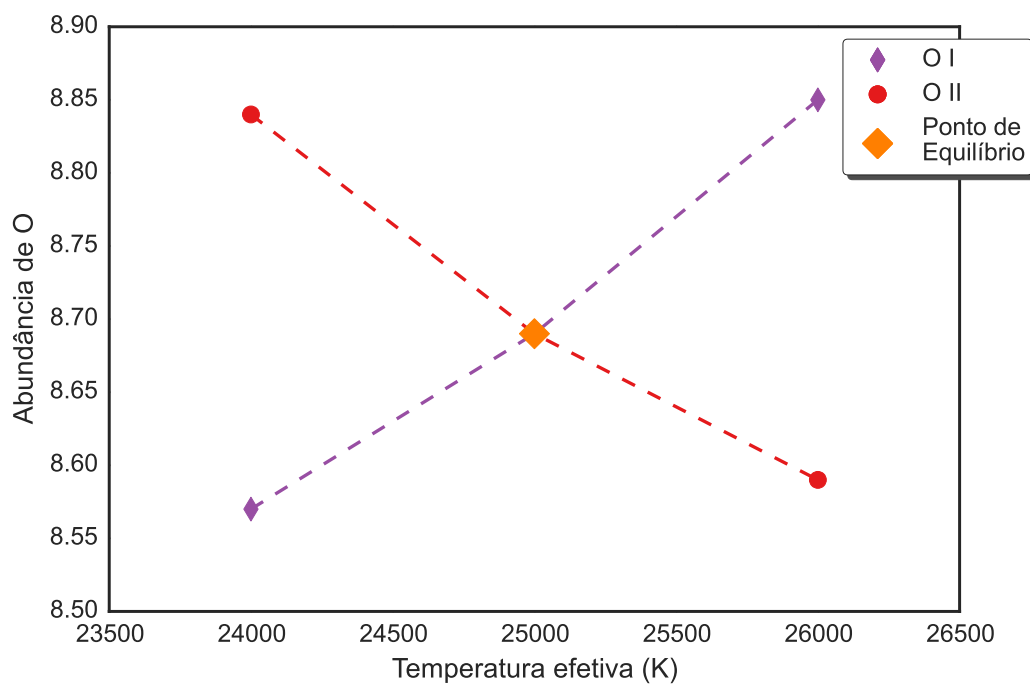


Figura 5.6: Abundâncias adotadas dos íons de O em função da temperatura. O ponto de equilíbrio é demonstrado na figura.

### Obtenção da **velocidade de microturbulência**

Da forma que a **velocidade de microturbulência** foi introduzida nos cálculos dos perfis espectrais teóricos, o valor da abundância química das linhas mais fortes diminui com o aumento da **velocidade de microturbulência** ao passo que linhas fracas são praticamente insensíveis a este parâmetro. Assim, o valor ideal para a **velocidade de microturbulência** é aquele em que as abundâncias químicas obtidas a partir de linhas fortes e fracas são iguais. Nós utilizamos a **largura equivalente** como indicador da intensidade da linha que é obtida através de integração numérica do fluxo ao longo do perfil da linha, determinada dentro de um intervalo em comprimento de onda definido manualmente.

Assim, a fim de determinar o melhor valor da **velocidade de microturbulência**, utilizamos o gráfico canônico que relaciona o valor de abundância e a **largura equivalente**. Para cada valor da **velocidade de microturbulência**, graficamos a abundância versus a **largura equivalente** e ajustamos uma regressão linear. O valor ideal da **velocidade de microturbulência** é aquele cuja inclinação da reta ajustada for mais próximo de zero. As Figs. 5.7 e 5.8 apresentam os gráficos supracitados para cada valor da **velocidade de microturbulência** calculada para este caso: 1, 2, 3, 4 e 5 km/s.

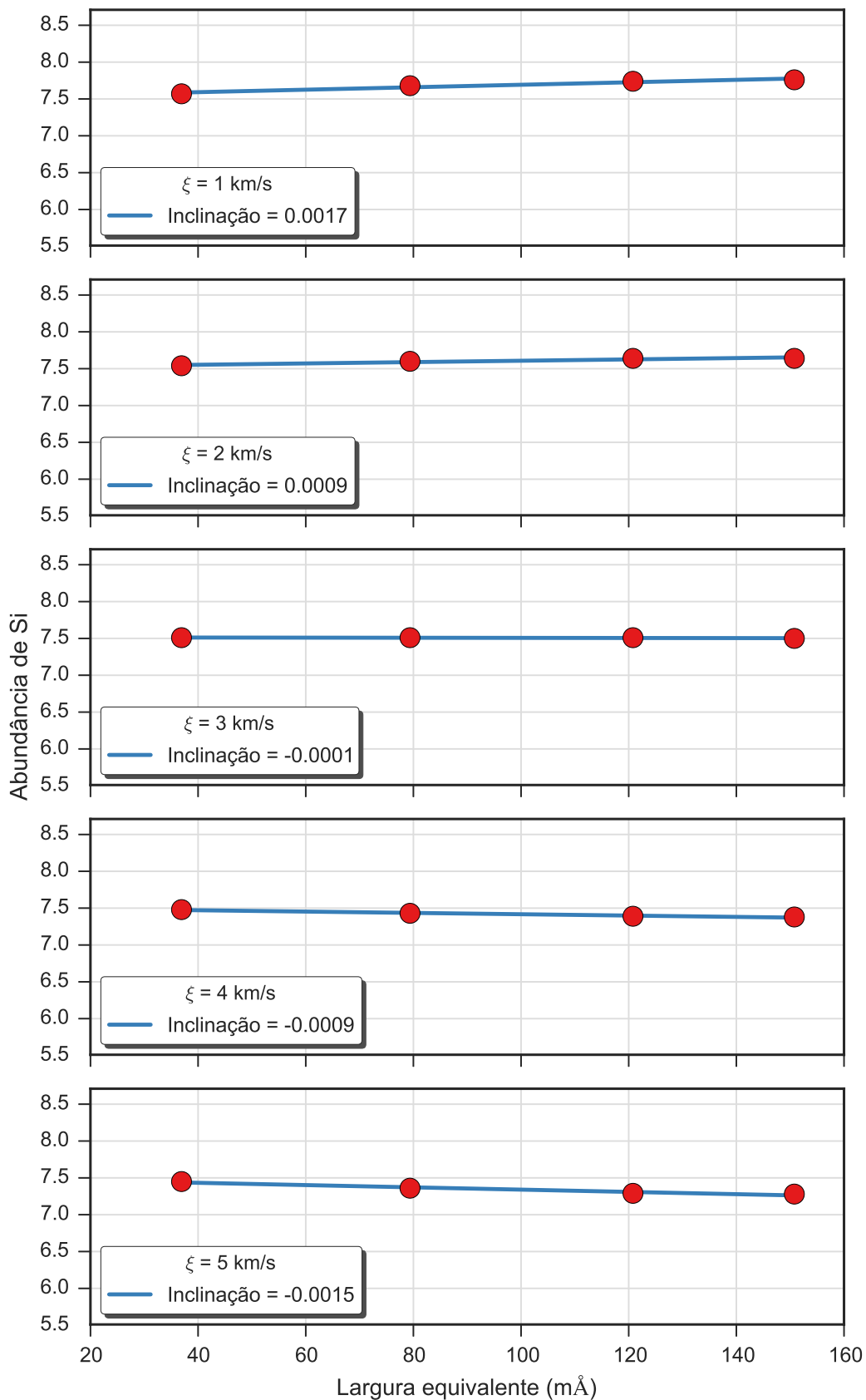


Figura 5.7: Valores de abundância das linhas de Si III versus *largura equivalente* para cinco valores da *velocidade de microturbulência*. A linha contínua representa uma regressão linear robusta nas medidas e sua inclinação com o erro é indicada na legenda.

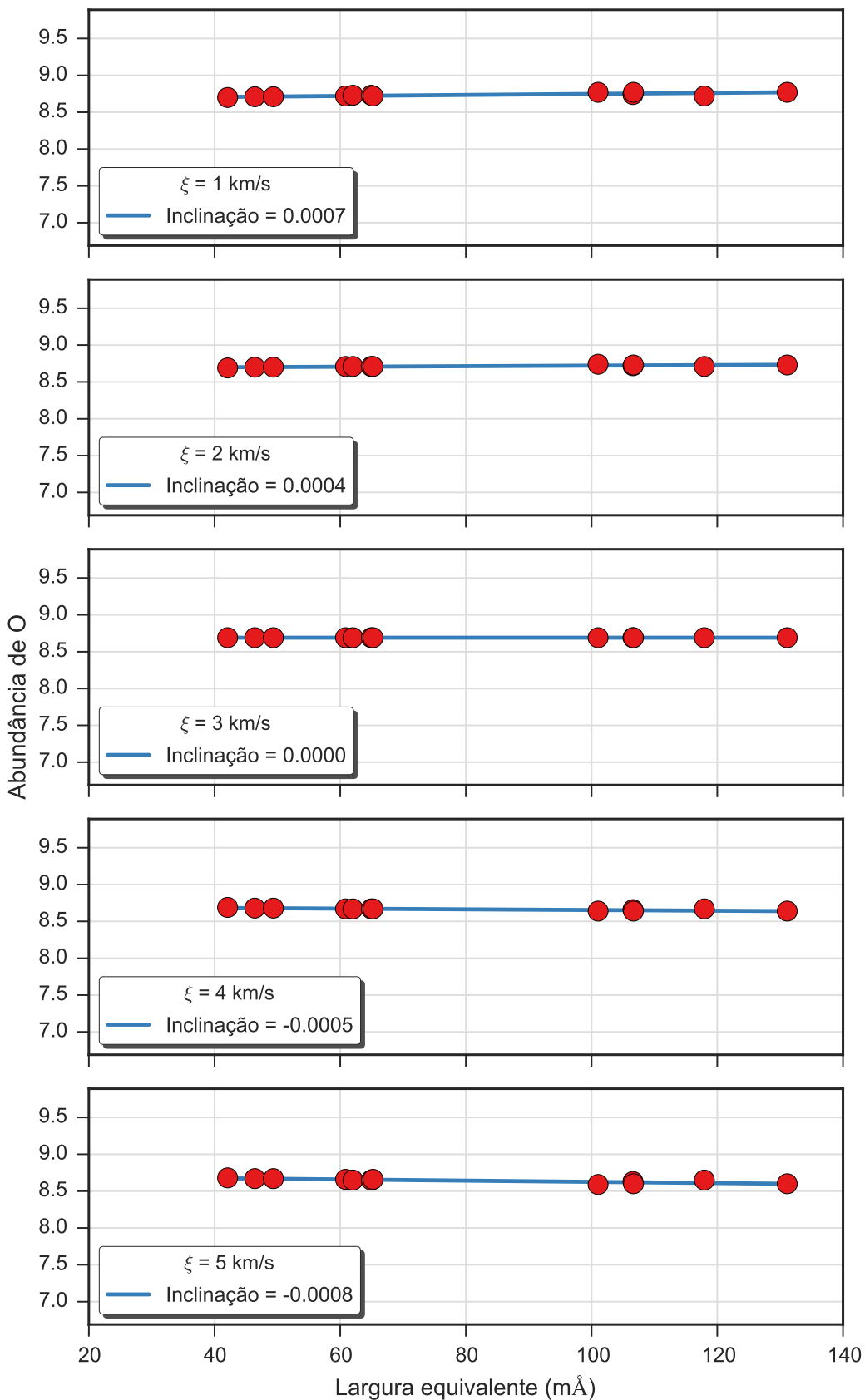


Figura 5.8: Valores de abundância das linhas de O II versus **largura equivalente** para cinco valores da **velocidade de microturbulência**. A linha contínua representa uma regressão linear robusta nas medidas e sua inclinação com o erro é indicada na legenda.

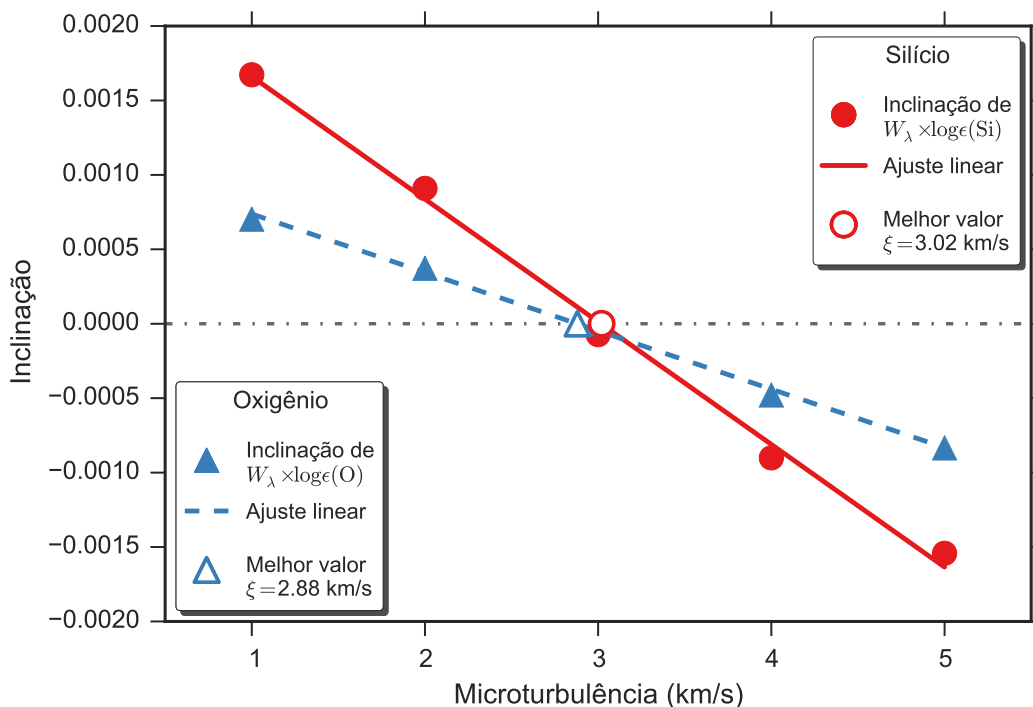


Figura 5.9: Determinação do valor final da [velocidade de microturbulência](#). O gráfico apresenta a inclinação da regressão linear em função da [velocidade de microturbulência](#). Os valores da inclinação foram obtidos no ajuste linear das linhas de Si III e O II no espaço dimensional de [largura equivalente](#) e abundância química (ver Figs. 5.7 e 5.8). As medidas, a regressão linear e os melhores valores obtidos para cada elemento são apresentados de acordo com a legenda.

Após obter os valores da inclinação da regressão linear para cada valor da [velocidade de microturbulência](#), graficamos ambos os valores, como é apresentado na Fig. 5.9. Calculamos uma regressão linear entre estas duas grandezas e identificamos o valor da [velocidade de microturbulência](#) para o qual a inclinação seria nula, representados na figura como um círculo e um triângulo brancos. Note que os valores da [velocidade de microturbulência](#) para cada elemento possuem duas casas decimais, por ser o resultado de uma interpolação. Assim, as casas decimais são apenas ilustrativas e o resultado final da [velocidade de microturbulência](#) é a média dos dois valores e arredondado para o número inteiro mais próximo.

Pela Fig. 5.9, podemos notar que as linhas de Si III possuem maior sensibilidade a variação da [velocidade de microturbulência](#) quando comparadas as linhas de O II. Porém, há mais linhas espectrais de O II que de Si III. Assim, obtemos o melhor de cada elemento químico: a alta sensibilidade das linhas de Si III e a grande quantidade de linhas de O II.



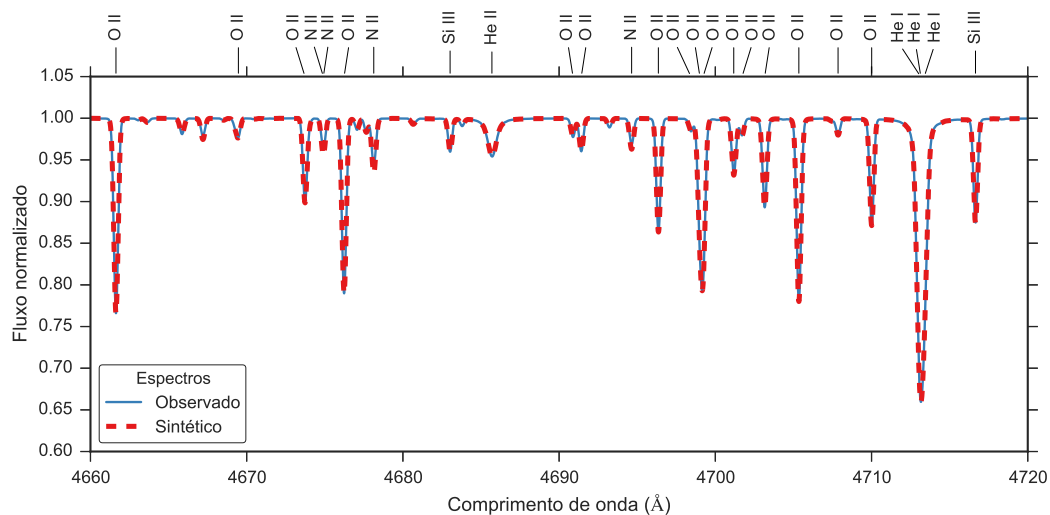


Figura 5.10: Espectro sintetizado com resultados finais obtidos para o espectro de referência sem ruído. Os parâmetros estelares obtidos na análise são iguais aos usados para sintetizar o espectro de referência, assim os espectros estão sobrepostos.

### Obtenção das abundâncias finais

Após verificar a convergência da análise, realiza-se um novo ajuste das linhas espectrais. Neste ajuste, apenas a abundância é considerada como um parâmetro livre e os outros são fixados nos valores encontrados. Nós adotamos a média dos valores de abundâncias obtido individualmente de cada linha disponível como o valor final.

A Fig. 5.10 apresenta um espectro sintetizado com os parâmetros estelares obtidos na análise sobreposto ao espectro de referência. Os parâmetros estelares e as abundâncias de Si e O obtidas são iguais aos utilizados para sintetizar o espectro usado como espectro de referência, assim ambos os espectros são iguais.

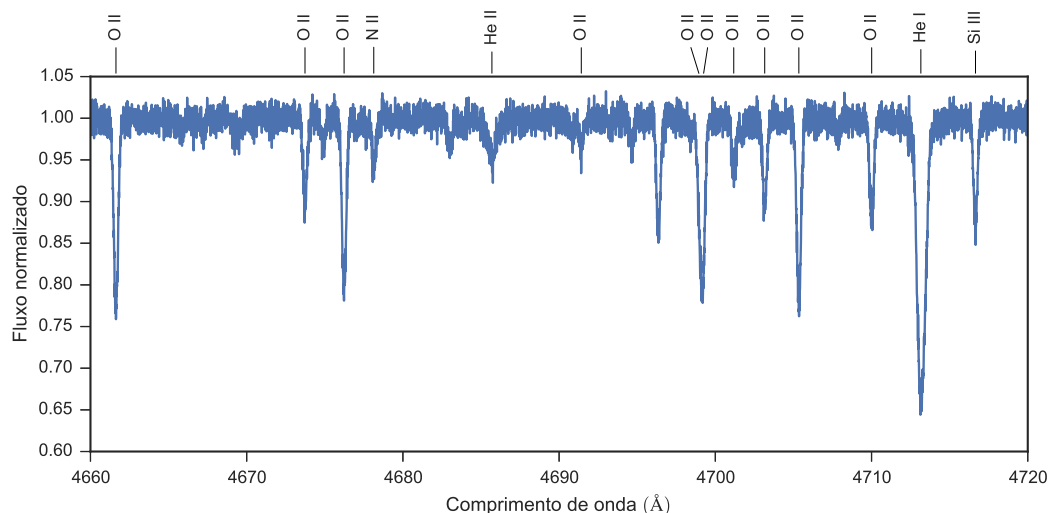


Figura 5.11: Exemplo do espectro sintético com ruído usado para testar a metodologia. O espectro utilizado foi sintetizado com os seguintes parâmetros:  $T_{eff} = 25000$  K,  $\log g = 4.0$  dex,  $v \sin i = 10$  km/s,  $\zeta = 10$  km/s  $\xi = 3.0$  km/s e as abundâncias dos elementos químicos Si e O foram definidos iguais a, respectivamente, 7.51 e 8.69 dex.

### 5.3.2 Espectro sintético com ruído

Nesta subseção, apresentamos a análise efetuada em um espectro sintético com ruído. Este espectro foi sintetizado usando os mesmos parâmetros que o anterior (seção 5.3.1). Após a síntese, adicionamos um ruído aleatório<sup>4</sup> resultando em um espectro sinal com  $S/N=100$ . Na Fig. 5.11 apresentamos a região de  $\lambda\lambda$  4660 – 4720 Å do espectro, que é a mesma região apresentada nas Figs. 2.5 e 5.4.

#### Obtenção da temperatura efetiva

As Figuras 5.12 e 5.13 apresentam os valores de abundâncias dos íons de, respectivamente, Si e O, assim como os pontos de equilíbrio. Vale notar, que apesar do ruído, o ponto de equilíbrio se manteve igual ao caso do espectro sintético sem ruído.

<sup>4</sup>O ruído a ser adicionado é aleatoriamente escolhido de uma distribuição gaussiana de média nula e desvio padrão igual a 1 dividido pelo  $S/N$ , ou seja, 0.01.

### Obtenção das velocidades rotacionais projetadas e de macroturbulência

As Figs. 5.14 e 5.15 apresentam, respectivamente, as distribuições das velocidades rotacional projetada ( $v \sin i$ ) e de macroturbulência ( $\zeta$ ). Como o espectro apresenta ruído, as velocidades encontradas para cada linha espectral não são iguais àquelas utilizadas para sintetizar o espectro, como acontece com o espectro sem ruído. Em cada distribuição, ajustamos uma curva gaussiana e adotamos a média, arredondado para o número inteiro mais próximo, como o valor característico para a grandeza em questão. Em ambos os casos, o valor determinado é igual ao utilizado para sintetizar o espectro, que foi 10 km/s.

### Obtenção da gravidade superficial

Os valores de  $\log g$  encontrados para as linhas  $H\alpha$ ,  $H\beta$  e  $H\gamma$  foram, respectivamente, 3.99, 3.99 e 3.98, resultando em uma média igual a 3.99 com desvio padrão igual a 0.01. Apesar de não serem idênticos, os valores obtidos através das três linhas podem ser considerados iguais dado as incertezas do método e do ruído aplicado ao espectro. A média das três linhas, 3.99 dex, também pode ser considerada igual ao valor utilizado para sintetizar o espectro, 4.00 dex.

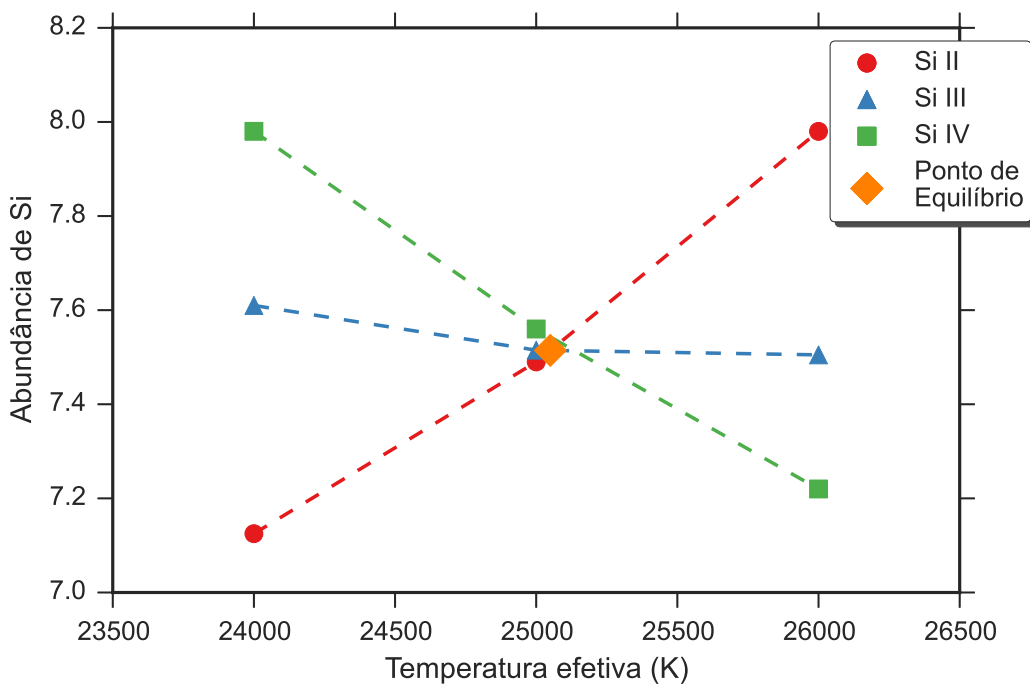


Figura 5.12: Abundâncias dos íons de Si em função da temperatura. O ponto de equilíbrio é demonstrado na figura.

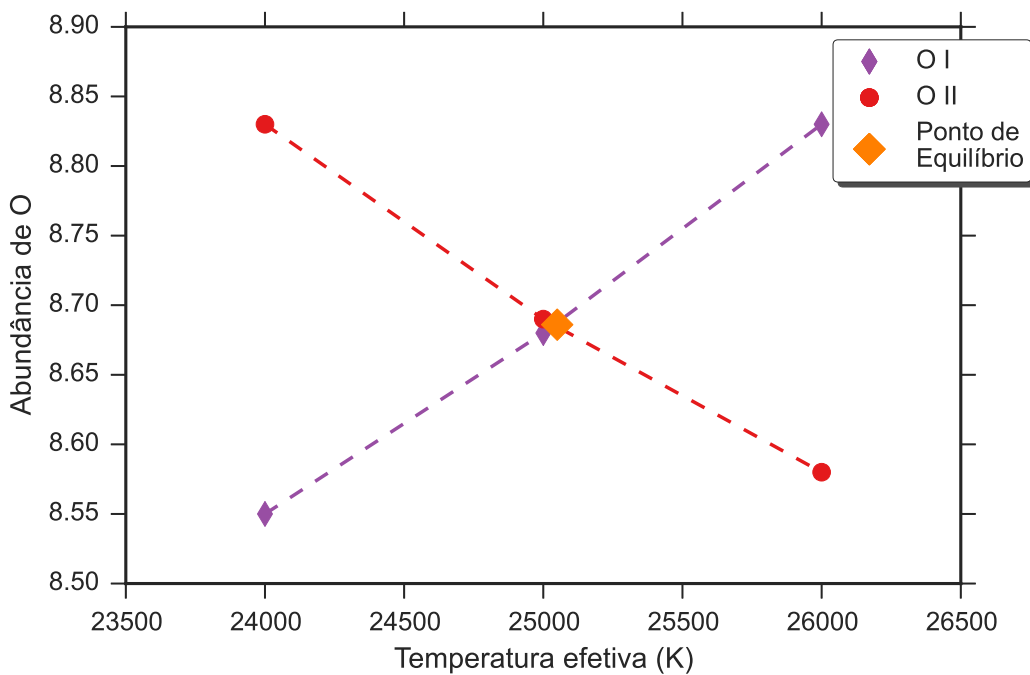


Figura 5.13: Abundâncias iônicas do O em função da temperatura. O ponto de equilíbrio é demonstrado na figura.

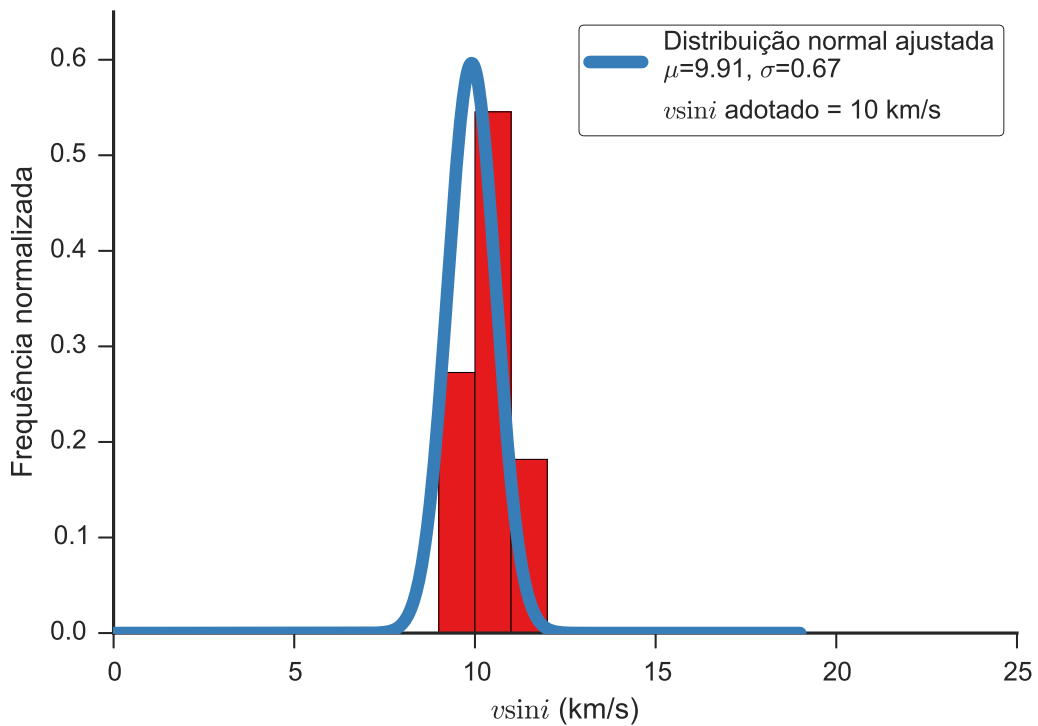


Figura 5.14: Distribuição de [velocidade rotacional projetada](#) do espectro sintético com ruído. A curva contínua representa um ajuste gaussiano aos dados.

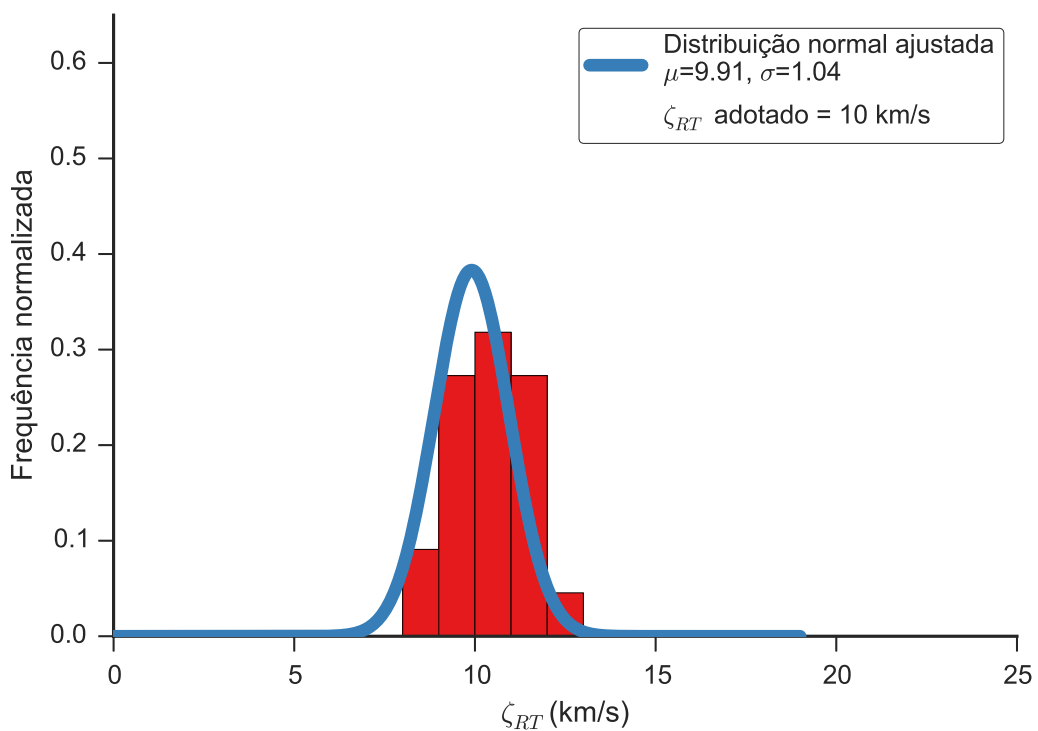


Figura 5.15: Distribuição da [velocidade de macroturbulência](#) do espectro sintético com ruído. A curva contínua representa um ajuste gaussiano aos dados.

### Obtenção da **velocidade de microturbulência**

Nas Figs. 5.16 e 5.17, respectivamente, apresentamos os valores das abundâncias das linhas de Si III e O II em função de suas larguras equivalente, em que cada painel representa os valores obtidos para valores diferentes da **velocidade de microturbulência**. Estas figuras são semelhantes às Figs. 5.7 e 5.8 e, visualmente, é difícil detectar diferenças entre elas.

A Fig. 5.18 apresenta um sumário do que é apresentado nas Figs. 5.16 e 5.17. Quando comparada com a Fig. 5.9 podemos ver que o comportamento do Si III é quase idêntico, enquanto que a curva gerada pelo O II está deslocada para maiores valores da inclinação, o que resulta em um valor maior da **velocidade de microturbulência**. Entretanto, os valores obtidos pelo Si III e pelo O II são muito próximos e o valor final da **velocidade de microturbulência**, 3 km/s, é igual ao valor usado na síntese e na estimativa inicial.

### Obtenção das abundâncias finais

A Fig. 5.19 apresenta o espectro sintetizado com os parâmetros estelares obtidos a partir da análise do espectro de referência com ruído. Dos parâmetros estelares obtidos, apenas quatro, de um total de sete, diferem entre os valores encontrados e os valores iniciais utilizados para sintetizar o espectro de referência. A temperatura efetiva, o logaritmo da gravidade superficial e a abundância de Si diminuíram em, respectivamente, 100 K, 0.01 dex e 0.01 dex. A abundância de O aumentou em 0.01 dex. Estas variações são muito pequenas e acreditamos que estas diferenças são causados pela presença de ruído no espectro analisado.

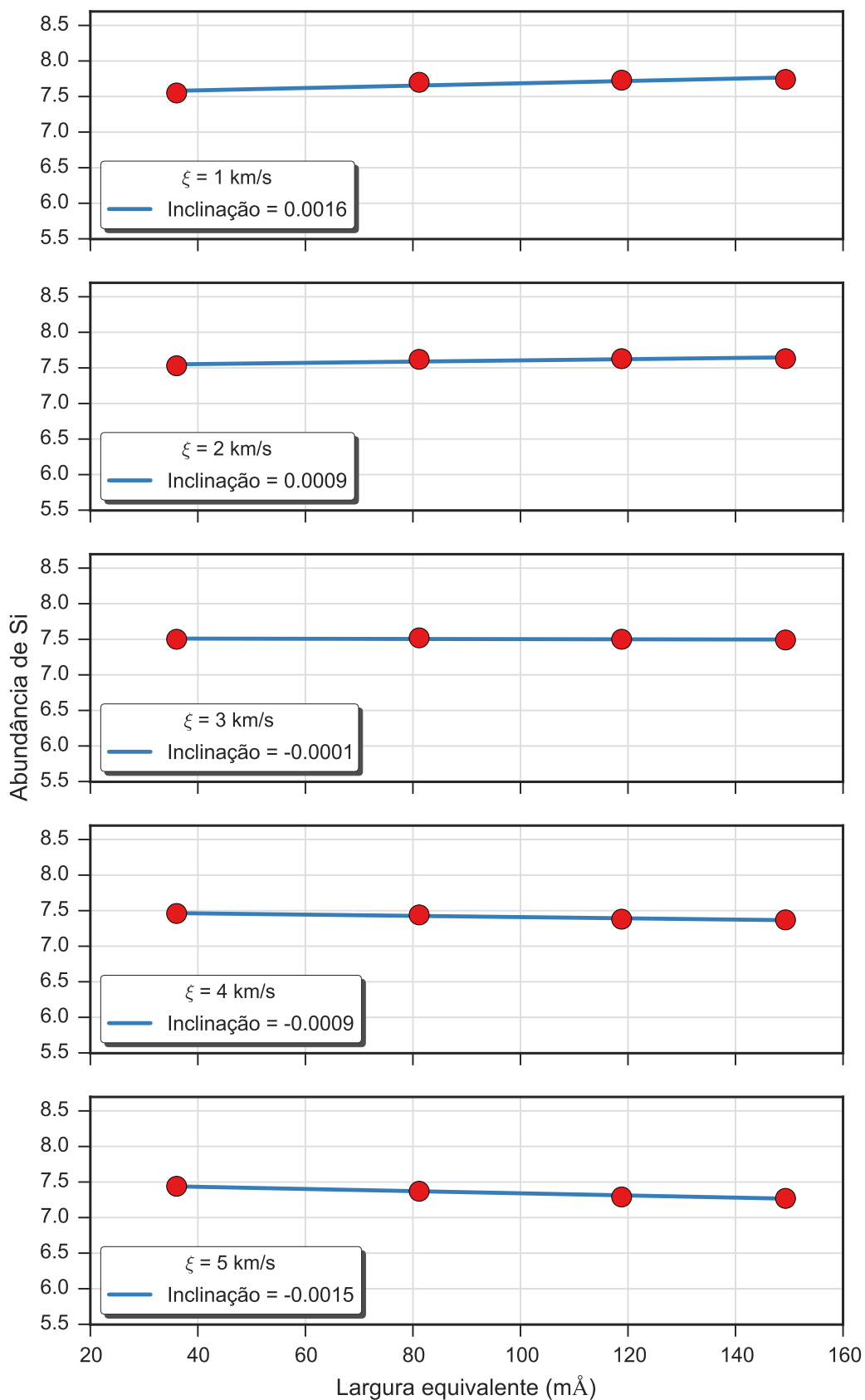


Figura 5.16: Valores de abundância das linhas de Si III versus *largura equivalente* para cinco valores da *velocidade de microturbulência*. A linha contínua representa uma regressão linear robusta nas medidas e sua inclinação com o erro é indicada na legenda.

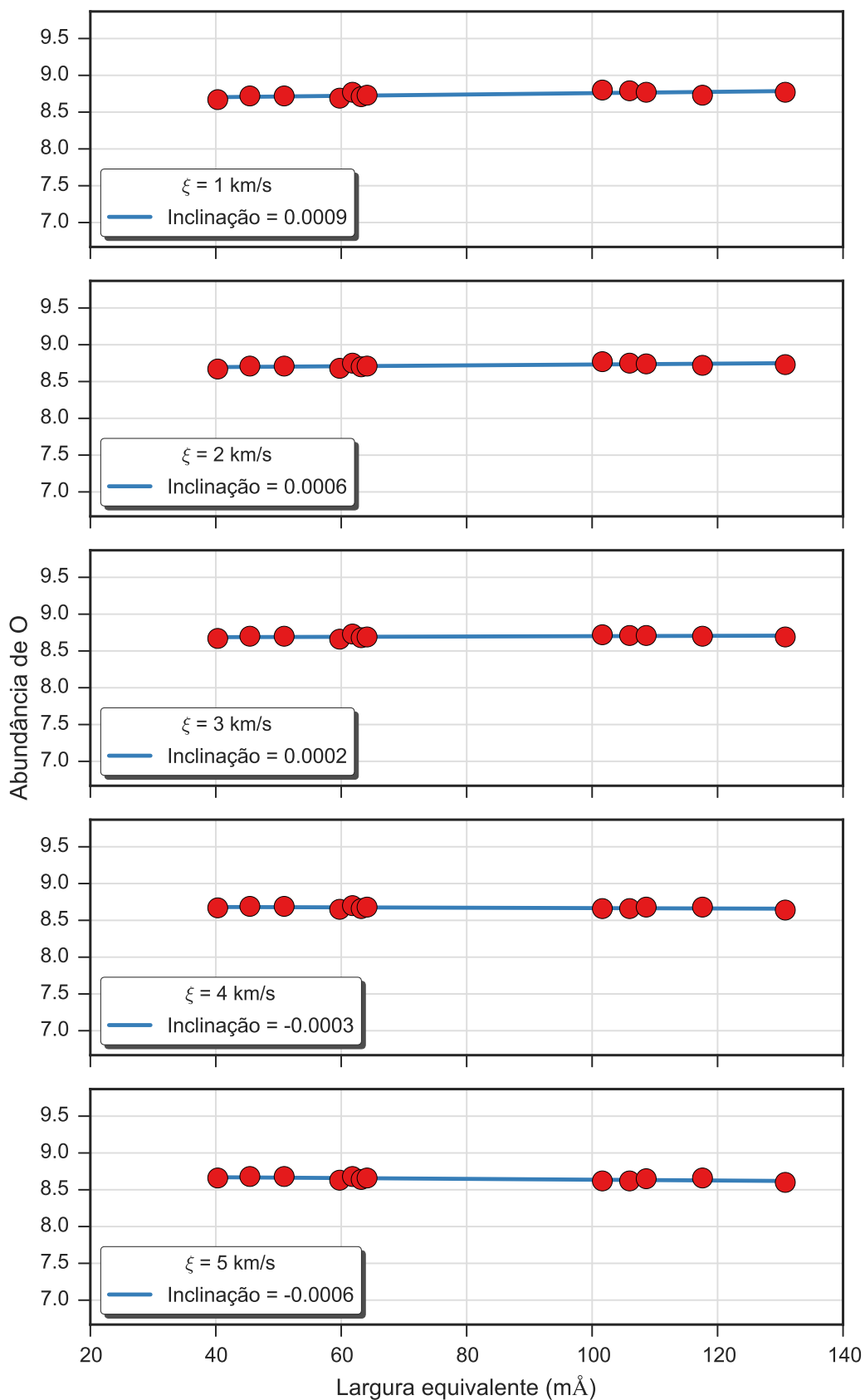


Figura 5.17: Valores de abundância das linhas de O II versus *largura equivalente* para cinco valores da *velocidade de microturbulência*. A linha contínua representa uma regressão linear robusta nas medidas e sua inclinação com o erro é indicada na legenda.



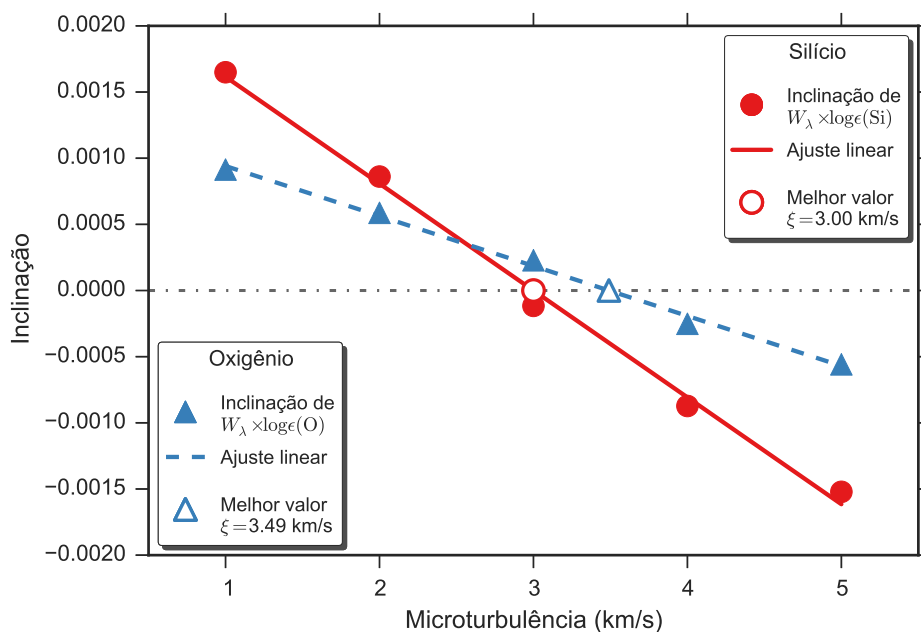


Figura 5.18: Determinação do valor final da [velocidade de microturbulência](#). O gráfico apresenta a inclinação da regressão linear em função da [velocidade de microturbulência](#). Os valores da inclinação foram obtidos no ajuste linear das linhas de Si III e O II no espaço dimensional de [largura equivalente](#) e abundância química (ver Figs. 5.16 e 5.17). As medidas, a regressão linear e os melhores valores obtidos para cada elemento são apresentados de acordo com a legenda.

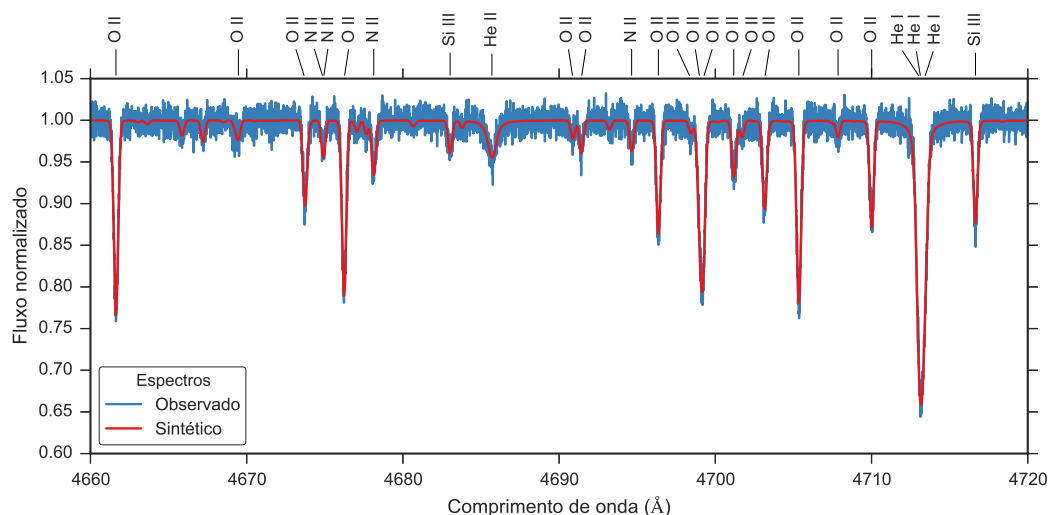


Figura 5.19: Espectro sintetizado com resultados finais obtidos para o espectro de referência com ruído. Os parâmetros estelares obtidos na análise são iguais aos usados para sintetizar o espectro “observado”, assim os espectros estão sobrepostos.

## 5.4 Caso real

A fim de testar nossa metodologia com espectros reais, analisamos minuciosamente três estrelas que já possuem resultados publicados na literatura, das quais possuímos espectros de ótima qualidade. Estas estrelas foram observadas no telescópio de MPI 2.2m do ESO localizado em La Silla, Chile, com o espectrógrafo FEROS. As estrelas são HD 61068, HD 63922 e HD 74575.

Como referência, utilizamos os resultados de [Nieva & Przybilla \(2007, 2012\)](#), que realizam um trabalho de excelência e utilizam um metodologia de análise similar à nossa. O método adotado para síntese espectral utiliza modelos atmosféricos calculados considerando o ETL (ATLAS9, [Kurucz 1993](#)), e o fluxo emergente é calculado em não-ETL (DETAIL/SURFACE, [Giddings 1981](#); [Butler & Giddings 1985](#)). Infelizmente não foi possível comparar diretamente nossa síntese espectral com a deles devido à falta de acesso ao código do DETAIL/SURFACE, porém, de acordo com [Nieva & Przybilla \(2007\)](#), há uma boa concordância nos espectros sintéticos usando TLUSTY/SYNSPEC e ATLAS9+DETAIL/SURFACE.

Nossa lista de linhas espectrais possui 8 linhas de silício e 14 linhas de oxigênio e está disponível na tabela 5.1. Algumas linhas espectrais importantes, como a linha de Si III em 5739 Å e as linhas de O I em 7774 e 7775 Å foram consideradas inicialmente, porém não foi possível utilizá-las pois apresentavam variações sistemáticas.

Na tabela 5.2 apresentamos os nossos resultados e os valores de referência obtidos por [Nieva & Przybilla \(2007, 2012\)](#). Os resultados, dadas as pequenas diferenças, estão em acordo entre si. Os espectros das três estrelas estão representados nas Figs. 5.20, 5.21 e 5.22. Nestas figuras, também estão representados espectros sintéticos gerados a partir dos parâmetros estelares obtidos. Os gráficos com os resultados obtidos em

Tabela 5.1: Lista de linhas espectrais usado na análise química das nossas estrelas.

Elemento químico	Íon	Comprimento de onda (Å)	Elemento químico	Íon	Comprimento de onda (Å)
Si	II	4128	O	II	4083
Si	II	4130	O	II	4119
Si	III	4552	O	II	4129
Si	III	4567	O	II	4590
Si	III	4574	O	II	4596
Si	III	4819	O	II	4699
Si	IV	4088	O	II	4705
Si	IV	4116	O	II	4710
O	I	7771	O	II	4906
O	II	4062	O	II	4941
O	II	4071	O	III	5592

Tabela 5.2: Parâmetros das estrelas de calibração. Os valores de referência de Nieva & Przybilla (2007, 2012) também são apresentados na coluna ‘NP’.

Parâmetros	HD 61068		HD 63922		HD 74575	
	Nossos	NP	Nossos	NP	Nossos	NP
$T_{\text{ef}}$ (K)	25000	26300	30700	31500	21900	22900
$\log g$ (dex)	4.00	4.15	3.82	3.95	3.44	3.6
$v \sin i$ (km/s)	8	14	22	29	9	11
$\xi$ (km/s)	3	3	12	8	8	5
$\zeta_{RT}$ (km/s)	19	20	34	37	22	20
$\log \epsilon(\text{Si})$ (dex)	7.58	7.53	7.58	7.49	7.51	7.52
$\log \epsilon(\text{O})$ (dex)	8.79	8.76	8.71	8.79	8.81	8.79

cada passo da análise das strelas podem ser vistos no apêndice A. Nas figuras, algumas linhas espectrais estão identificadas. Note que os espectros sintéticos apresentam um bom acordo com os espectros observados. O espectro sintético da estrela HD 63922 apresenta linhas mais fortes e mais fracas de O II do que as linhas observadas, o que aponta que possivelmente a nossa abundância esteja superestimada, apesar de ainda ser inferior ao valor obtido por Nieva & Przybilla (2007, 2012). Nossos resultados para  $T_{\text{ef}}$  concordam com os de Nieva & Przybilla em menos de 2000 K, o que representa menos de 8%. A diferença em  $\log g$  é igual ou inferior a 0.15, ou seja, menos de 4%. As velocidades rotacional e de macroturbulência destes autores são superiores a nossa, enquanto a *velocidade de microturbulência* é menor. As diferenças entre as abundâncias são inferiores a 0.1, consistente com as estimativas de erro de ambos os trabalhos ( $\sim 0.1$  dex).

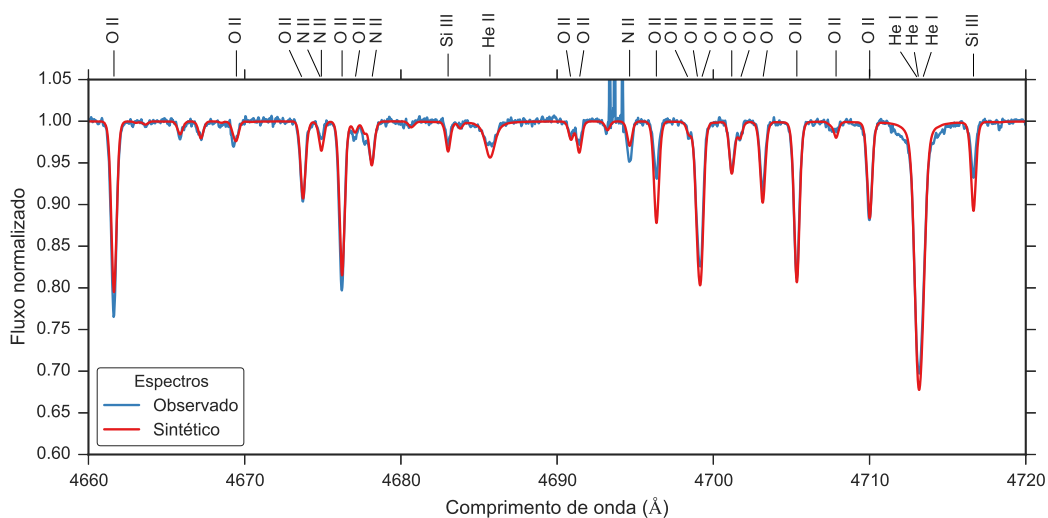


Figura 5.20: Comparação entre o espectro observado da estrela HD 61068 (em azul) e o espectro sintético modelado com os parâmetros determinados para esta estrela (em vermelho).

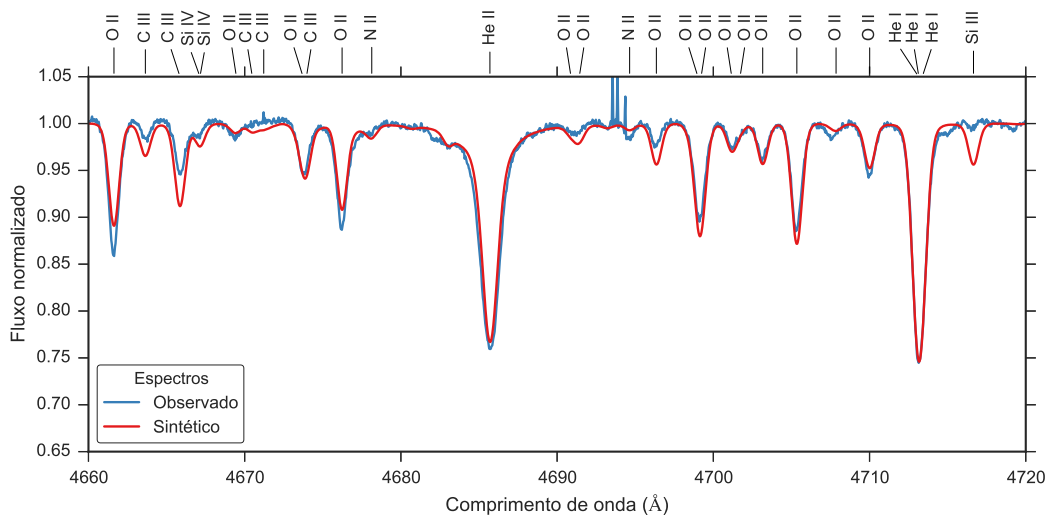


Figura 5.21: Comparação entre o espectro observado da estrela HD 63922 (em azul) e o espectro sintético modelado com os parâmetros determinados para esta estrela (em vermelho).

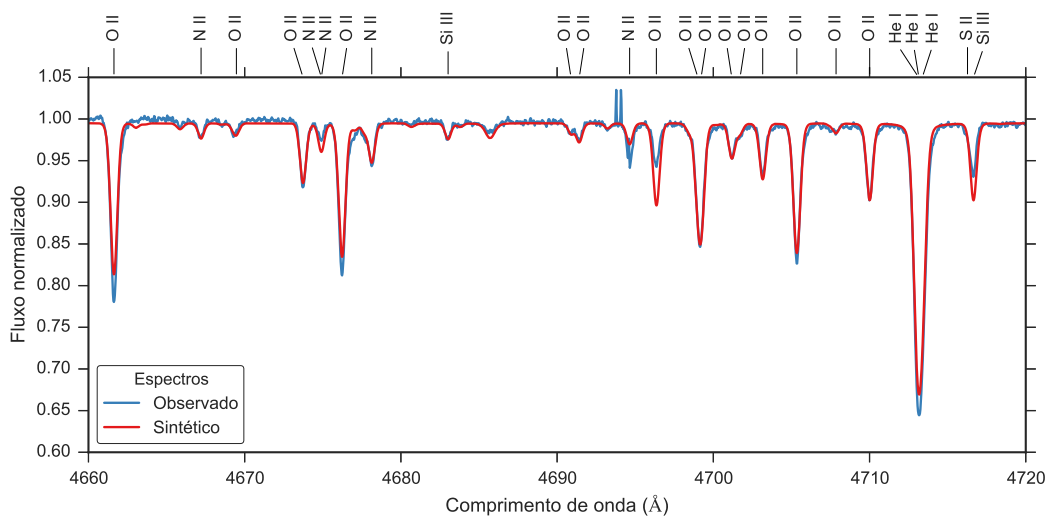


Figura 5.22: Comparação entre o espectro observado da estrela HD 74575 (em azul) e o espectro sintético modelado com os parâmetros determinados para esta estrela (em vermelho).

# Capítulo 6

## Resultados

*“ The key to good decision making is evaluating the available information - the data - and combining it with your own estimates of pluses and minuses.”*

Emily Oster

Neste capítulo, apresentamos os parâmetros estelares obtidos para as estrelas da nossa amostra e para as estrelas de calibração (Sec. 6.1). Em seguida, discutimos qual a influência de cada parâmetro estelar nos valores das abundâncias de Si e O (Sec. 6.2). Na seção 6.3, comparamos nossos resultados com os obtidos por outros trabalhos. Concluimos este capítulo apresentando os gradientes radiais de abundâncias de Si e O na seção 6.4.

### 6.1 Parâmetros estelares

Nesta seção, apresentamos os parâmetros estelares obtidos após a análise das estrelas seguindo a metodologia descrita na seção 5.2. Nos gráficos de dispersão a seguir, as estrelas da amostra e as estrelas de calibração (ver seção 5.4) estão representadas, respectivamente, como círculos vermelhos e triângulos azuis. A tabela 6.1 apresenta os valores obtidos dos parâmetros das trinta estrelas analisadas. Os valores finais do [logaritmo da gravidade superficial](#) ( $\log g$ ) foram obtidos através do ajuste de três linhas de hidrogênio (para maiores detalhes, ver seção 5.2) e os valores individuais estão apresentados na tabela 6.2.

Dos parâmetros analisados, a [temperatura efetiva](#) ( $T_{\text{ef}}$ ) e  $\log g$  são muito importantes pois, junto com a massa e a composição química, são os que definem o estágio

Tabela 6.1: Tabela com valores finais dos parâmetros das estrelas da amostra. As colunas representam, respectivamente, a identificação da estrela, a velocidade radial ( $v_r$ ), a temperatura efetiva ( $T_{ef}$ ), o logaritmo da gravidade superficial ( $\log g$ ), a velocidade de microturbulência ( $\xi$ ), a velocidade rotacional projetada ( $v \sin i$ ), a velocidade de macroturbulência ( $\zeta$ ), e as abundâncias de Si e O com seus respectivos erros. Ao final da tabela também são apresentadas as três estrelas usadas como calibração.

ID	$v_r$ (km/s)	$T_{ef}$ (K)	$\log g$ (dex)	$\xi$ (km/s)	$v \sin i$ (km/s)	$\zeta$ (km/s)	$\log \epsilon(\text{Si})$ (dex)	$\log \epsilon(\text{O})$ (dex)
ALS 45	37	23700	3.83	3	17	14	$7.17 \pm 0.06$	$8.42 \pm 0.08$
ALS 208	70	26800	4.08	0	21	6	$7.47 \pm 0.07$	$8.74 \pm 0.03$
ALS 384	47	23600	3.85	0	26	13	$7.50 \pm 0.06$	$8.71 \pm 0.09$
ALS 404	47	22500	3.77	2	39	20	$7.59 \pm 0.08$	$8.70 \pm 0.10$
ALS 428	57	25900	4.07	0	37	17	$7.22 \pm 0.07$	$8.47 \pm 0.04$
ALS 505	79	31400	4.28	5	9	9	$7.36 \pm 0.06$	$8.50 \pm 0.04$
ALS 506	46	25800	4.05	0	18	15	$7.66 \pm 0.04$	$8.37 \pm 0.04$
ALS 510	66	24400	3.95	0	31	11	$7.49 \pm 0.06$	$8.52 \pm 0.08$
ALS 634	51	21700	3.80	0	35	30	$7.43 \pm 0.07$	$8.70 \pm 0.11$
ALS 644	63	25100	4.18	1	9	5	$7.54 \pm 0.06$	$8.75 \pm 0.07$
ALS 777	54	21000	3.72	4	54	39	$7.25 \pm 0.08$	$8.62 \pm 0.11$
ALS 904	55	23400	3.67	4	9	8	$7.33 \pm 0.07$	$8.58 \pm 0.07$
ALS 914	42	27800	3.90	10	21	25	$7.35 \pm 0.04$	$8.54 \pm 0.03$
ALS 921	56	23800	3.22	14	33	28	$7.33 \pm 0.08$	$8.60 \pm 0.03$
ALS 8598	29	24600	3.70	4	11	11	$7.46 \pm 0.08$	$8.69 \pm 0.07$
ALS 9209	62	28200	4.00	3	9	9	$7.43 \pm 0.07$	$8.63 \pm 0.03$
ALS 14007	75	22200	3.82	2	32	23	$7.38 \pm 0.07$	$8.73 \pm 0.11$
ALS 14013	56	24800	3.88	2	5	3	$7.46 \pm 0.05$	$8.65 \pm 0.06$
ALS 15608	70	26200	3.83	3	8	11	$7.40 \pm 0.06$	$8.65 \pm 0.03$
ALS 16106	73	24800	4.32	1	9	8	$7.34 \pm 0.07$	$8.65 \pm 0.08$
ALS 16107	89	20700	3.65	3	82	3	$7.42 \pm 0.13$	$8.78 \pm 0.12$
ALS 16807	23	20200	3.97	0	44	50	$7.58 \pm 0.07$	$8.88 \pm 0.11$
ALS 17694	30	30000	4.45	0	6	6	$7.55 \pm 0.04$	$8.64 \pm 0.01$
ALS 18020	62	29400	4.32	11	13	5	$7.28 \pm 0.03$	$8.60 \pm 0.03$
ALS 18674	69	30000	4.30	2	11	9	$7.19 \pm 0.06$	$8.34 \pm 0.04$
ALS 18679	66	30000	4.37	8	65	27	$6.88 \pm 0.06$	$8.28 \pm 0.04$
ALS 18681	80	28800	4.28	5	48	13	$6.91 \pm 0.06$	$8.29 \pm 0.04$
ALS 18714	42	27400	4.23	2	22	13	$7.71 \pm 0.09$	$8.76 \pm 0.03$
ALS 19251	39	24300	3.62	2	43	13	$7.28 \pm 0.10$	$8.54 \pm 0.06$
ALS 19264	33	20900	3.97	4	21	8	$7.17 \pm 0.07$	$8.53 \pm 0.10$
HD 61068	34	25000	4.00	3	8	19	$7.58 \pm 0.07$	$8.79 \pm 0.07$
HD 63922	22	30700	3.82	12	22	34	$7.58 \pm 0.09$	$8.71 \pm 0.07$
HD 74575	14	21900	3.44	8	9	22	$7.51 \pm 0.09$	$8.81 \pm 0.10$

Tabela 6.2: Tabela com os valores individuais de  $\log g$  para cada linha de hidrogênio, o valor final adotado e o desvio padrão para as estrelas da amostra. Para a ALS 505, apenas os valores obtidos pelas linhas de  $H\beta$  e  $H\gamma$  foram utilizados. Ao final da tabela também são apresentadas as três estrelas usadas como calibração.

ID	H $\alpha$	H $\beta$	H $\gamma$	$\log g$	$\sigma(\log g)$
ALS 45	3.70	3.80	4.00	3.83	0.15
ALS 208	4.10	4.00	4.15	4.08	0.08
ALS 384	4.00	3.60	3.95	3.85	0.22
ALS 404	3.85	3.65	3.80	3.77	0.10
ALS 428	4.05	3.95	4.20	4.07	0.13
ALS 505	–	4.15	4.40	4.28	0.18
ALS 506	3.90	4.05	4.20	4.05	0.15
ALS 510	3.75	3.95	4.15	3.95	0.20
ALS 634	3.55	3.85	4.00	3.80	0.23
ALS 644	4.05	4.15	4.35	4.18	0.15
ALS 777	3.85	3.50	3.80	3.72	0.19
ALS 904	3.65	3.60	3.75	3.67	0.08
ALS 914	3.90	4.05	3.75	3.90	0.15
ALS 921	3.35	3.10	3.20	3.22	0.13
ALS 8598	3.75	3.60	3.75	3.70	0.09
ALS 9209	4.00	4.10	3.90	4.00	0.10
ALS 14007	4.00	3.60	3.85	3.82	0.20
ALS 14013	3.95	3.75	3.95	3.88	0.12
ALS 15608	3.75	3.75	4.00	3.83	0.14
ALS 16106	4.30	4.35	4.30	4.32	0.03
ALS 16107	3.55	3.75	3.65	3.65	0.10
ALS 16807	4.00	4.00	3.90	3.97	0.06
ALS 17694	4.45	4.45	4.45	4.45	0.00
ALS 18020	4.10	4.40	4.45	4.32	0.19
ALS 18674	4.10	4.35	4.45	4.30	0.18
ALS 18679	4.25	4.40	4.45	4.37	0.10
ALS 18681	4.15	4.30	4.40	4.28	0.13
ALS 18714	4.40	4.05	4.25	4.23	0.18
ALS 19251	3.70	3.50	3.65	3.62	0.10
ALS 19264	3.95	4.00	3.95	3.97	0.03
HD 61068	4.00	3.95	4.05	4.00	0.05
HD 63922	3.80	3.80	3.85	3.82	0.03
HD 74575	3.43	3.39	3.49	3.44	0.05

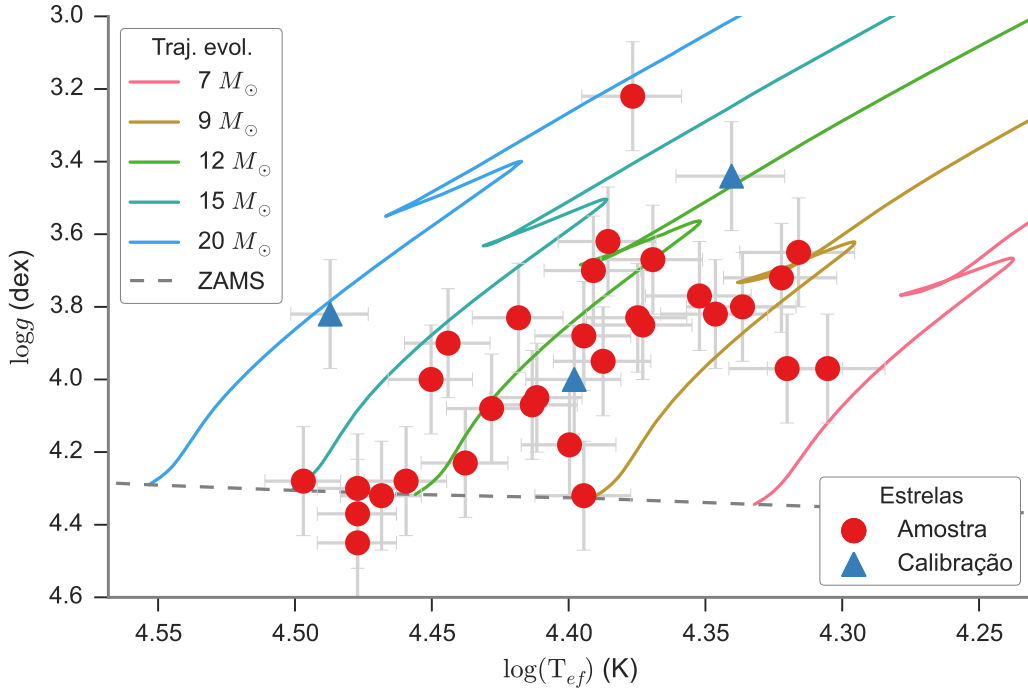


Figura 6.1: Diagrama de  $T_{ef}$  vs.  $\log g$ . Os parâmetros atmosféricos das estrelas da amostra e de calibração são representadas, assim como trajetórias evolutivas e a Idade Zero da Sequência Principal (ZAMS) de Ekström et al. (2012).

evolutivo das estrelas. Na Fig. 6.1 apresentamos os resultados destes dois parâmetros. Neste gráfico, também representamos trajetórias evolutivas de Ekström et al. (2012) calculadas com metalicidade  $Z = 0.014$  e sem considerar rotação, e a Idade Zero da Sequência Principal (ZAMS, do inglês *Zero Age Main Sequence*). Estimamos os erros de  $T_{ef}$  e  $\log g$  como sendo, respectivamente, 1000 K e 0.15 dex, que foram obtidos através de nossas observações das variações significativas dos parâmetros destes dois parâmetros. De acordo com as trajetórias evolutivas, nossa amostra é constituída majoritariamente por estrelas anãs com massas entre 9 e 15 massas solares, já que a maioria das estrelas se encontra entre o ZAMS e o laço da evolução das subgigantes.

Na Fig. 6.2, apresentamos um gráfico com  $\log g$  e velocidade de microturbulência ( $\xi$ ). Podemos notar que a maioria de nossas estrelas possuem  $\xi < 5$  km/s, sendo estes valores típicos para estrelas OB anãs (e.g., Daflon et al., 2004; Hunter et al., 2007). Estudos anteriores de estrelas OB, tais como os citados acima, sugerem que há uma possível relação entre a velocidade de microturbulência e  $\log g$ , em que a velocidade de microturbulência seria maior para valores menores de  $\log g$ , ou seja, para estrelas mais evoluídas. Porém, como mostrado anteriormente, nossa amostra é composta majoritariamente por estrelas anãs e, assim, não possuímos um número suficiente de estrelas evoluídas para verificar o resultado dos trabalhos supracitados.

Os resultados de velocidade rotacional projetada ( $v \sin i$ ) e velocidade de ma-



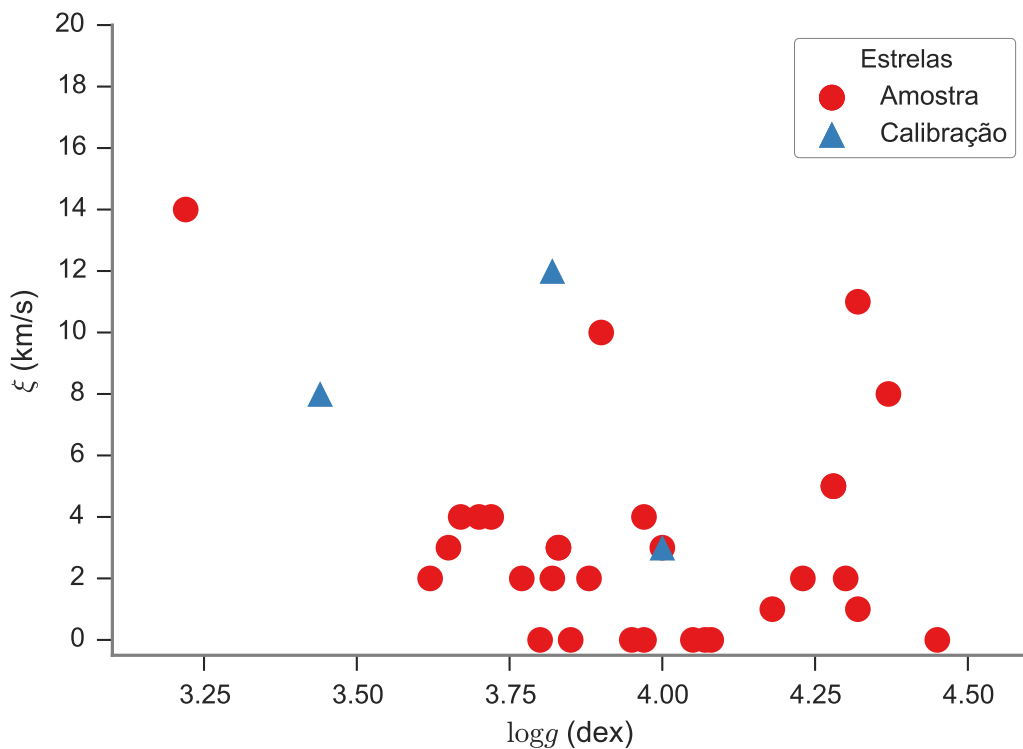


Figura 6.2: Gráfico do [logaritmo da gravidade superficial](#) ( $\log g$ ) vs. a [velocidade de microturbulência](#) ( $\xi$ ).

[croturbulência](#) ( $\zeta$ ) podem ser vistos na Fig. 6.3. Representamos as estrelas da nossa amostra com círculos vermelhos, as estrelas de calibração com triângulos azuis e as estrelas anãs B de [Simón-Díaz & Herrero \(2014\)](#) (SDH14) com quadrados verdes. É importante notar que estes dois parâmetros alargam a linha espectral de forma semelhante e, assim, a distinção dos seus efeitos sobre os perfis de linhas não é trivial, principalmente em espectros com baixa [razão sinal-ruído](#). O  $v \sin i$  alarga a linha espectral toda, enquanto o  $\zeta$  age principalmente nas asas das linhas. Assim, se a asa das linhas metálicas de uma estrela não for bem definida, a precisão no valor obtido da [velocidade de macroturbulência](#) diminui.

A Fig. 6.3 mostra uma forte correlação entre estes dois parâmetros, corroborando os resultados de SDH14 e [Markova et al. \(2014\)](#). Nossos resultados apresentam uma forte dispersão, porém é evidente que o  $v \sin i$  é o parâmetro dominante. As estrelas de SDH14 podem ser separadas em dois grupos distintos: em um grupo o  $v \sin i$  das estrelas é maior que a  $\zeta$  e no outro grupo ocorre o contrário. De acordo com SDH14, as estrelas em que a [velocidade de macroturbulência](#) domina costumam ser mais quentes (estrelas O) ou mais evoluídas (gigantes e supergigantes). Assim, é possível que as estrelas classificadas por este trabalho como anãs B em que a [velocidade de macroturbulência](#) domina podem estar mal classificadas ou há um outro fator físico que explicaria esta

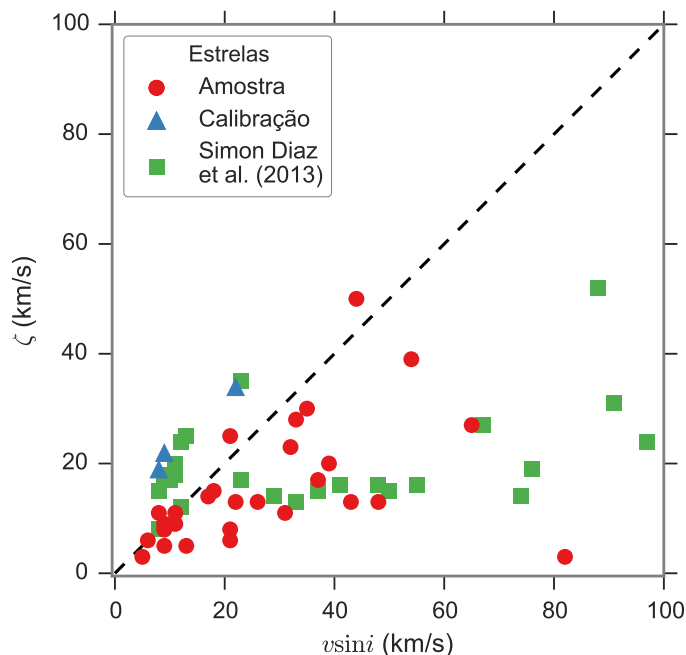


Figura 6.3: Gráfico de [velocidade rotacional projetada](#) ( $v \sin i$ ) vs. [velocidade de macro-turbulência](#) ( $\zeta$ ). Representamos as estrelas da nossa amostra com círculos vermelhos, as estrelas de calibração com triângulos azuis e as estrelas anãs B de [Simón-Díaz & Herrero \(2014\)](#) com quadrados verdes.

bimodalidade?

Os valores das abundâncias de silício e oxigênio são apresentados na Fig. 6.4. Nesta figura, apresentamos as abundâncias em dois formatos: em função da temperatura e em histogramas. Nos gráficos em função da temperatura, também representamos a abundância solar determinada por [Asplund et al. \(2009\)](#). A média das abundâncias de silício e oxigênio são, respectivamente, 7.37 e 8.60, e os desvios padrão, 0.19 e 0.15. Se desprezarmos as duas estrelas com abundância de Si menor que 7.0, vemos que não há uma correlação da abundância deste elemento com  $T_{\text{ef}}$ . Porém, parece haver uma correlação da abundância de O com  $T_{\text{ef}}$ . Na seção 6.4 veremos que as estrelas mais quentes e com menor valor de abundância são as estrelas mais distantes, assim, esta correlação da abundância de O com  $T_{\text{ef}}$  pode ser resultado do gradiente radial da abundância de oxigênio. As distribuições de abundâncias apontam que a maioria das estrelas de nossa amostra possuem abundância levemente subsolar. A abundância média do silício e do oxigênio são inferiores aos valores do Sol em 0.15 e 0.09, respectivamente. Esta diferença também é provavelmente resultado do gradiente radial de abundância, já que nossas estrelas estão localizadas a mais de 9 kpc do centro Galáctico.

Na Seção 5.2 vimos que [temperatura efetiva](#) e a [velocidade de microturbulência](#) são obtidas a partir das linhas de silício e de oxigênio. Assim, é importante investigar se os valores determinados a partir das linhas espectrais de cada elemento coincidem.

Na Fig. 6.5, apresentamos os valores de  $T_{\text{ef}}$  determinados pelas linhas de silício e oxigênio. Podemos notar que há um pequeno desvio sistemático, com os valores determinados a partir das linhas de silício sendo maiores que os determinados pelas linhas de oxigênio. Na média, os valores da temperatura obtidos pelas linhas de silício, são aproximadamente 500 K maiores que os valores obtidos pelas linhas de oxigênio.

Os resultados da *velocidade de microturbulência* derivados a partir das linhas de Si III e de O II são apresentados na Fig. 6.6. Os valores obtidos para estrelas de calibração (triângulos azuis) possuem uma boa concordância entre si. Porém, para as estrelas da amostra (círculos vermelhos) notamos que há uma dispersão entre os valores, com as velocidades determinadas pelas linhas de Si III sendo, para algumas estrelas, maiores que os valores obtidos pelas linhas de O II.

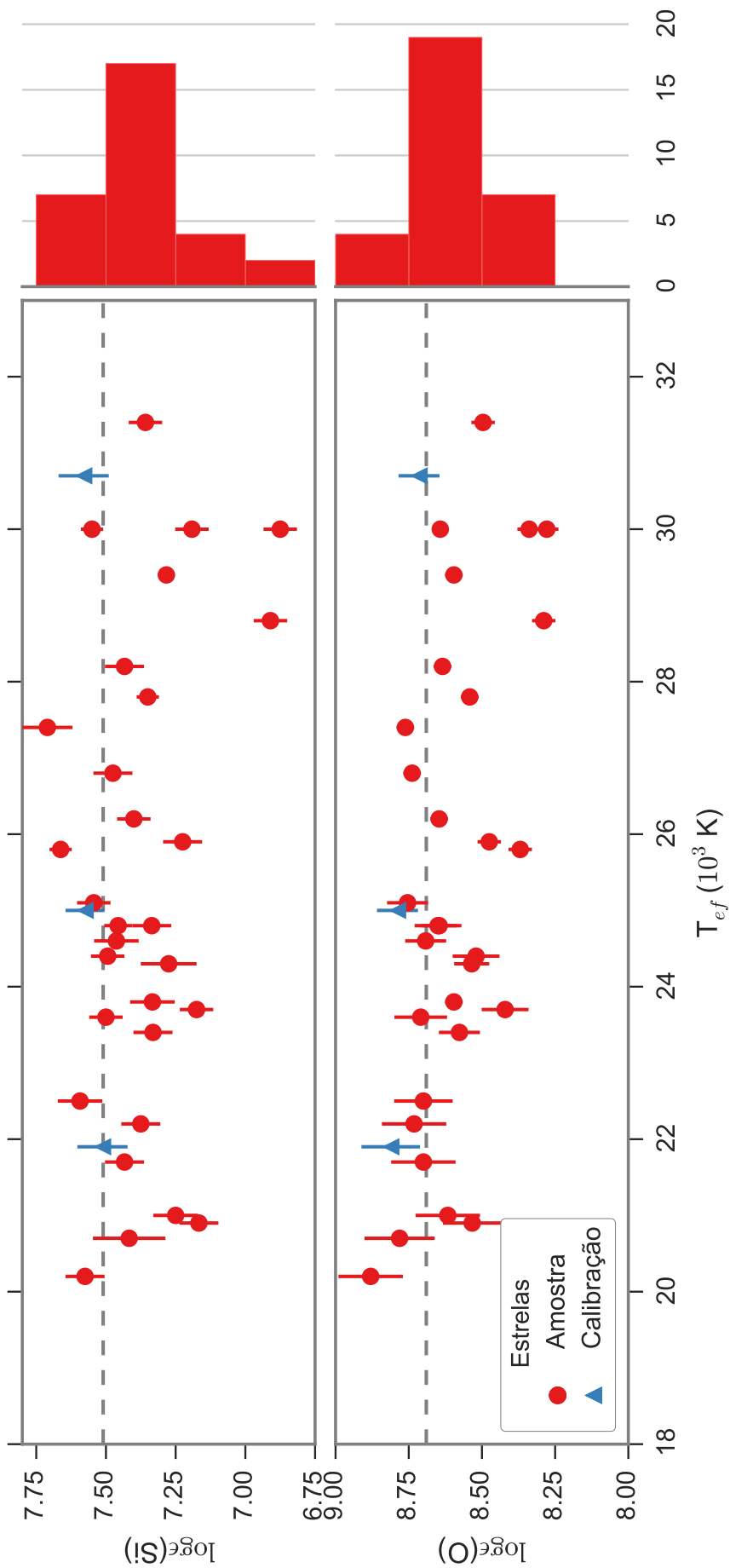


Figura 6.4: Valores de abundância de Si e O em função de  $T_{\text{ef}}$ . Círculos vermelhos são estrelas da amostra e os triângulos azuis são as estrelas de calibração. A direita, também apresentamos os histogramas de Si e O das estrelas da amostra. As linhas horizontais tracejadas representam a abundância solar determinada por [Asplund et al. \(2009\)](#).

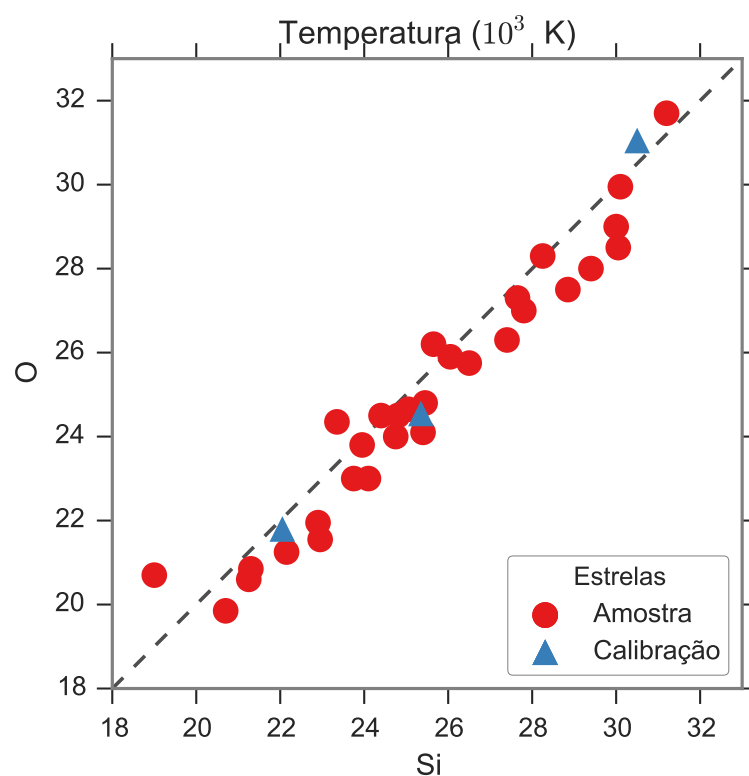


Figura 6.5: Resultados de  $T_{ef}$  obtidos pelas linhas de Si e O.

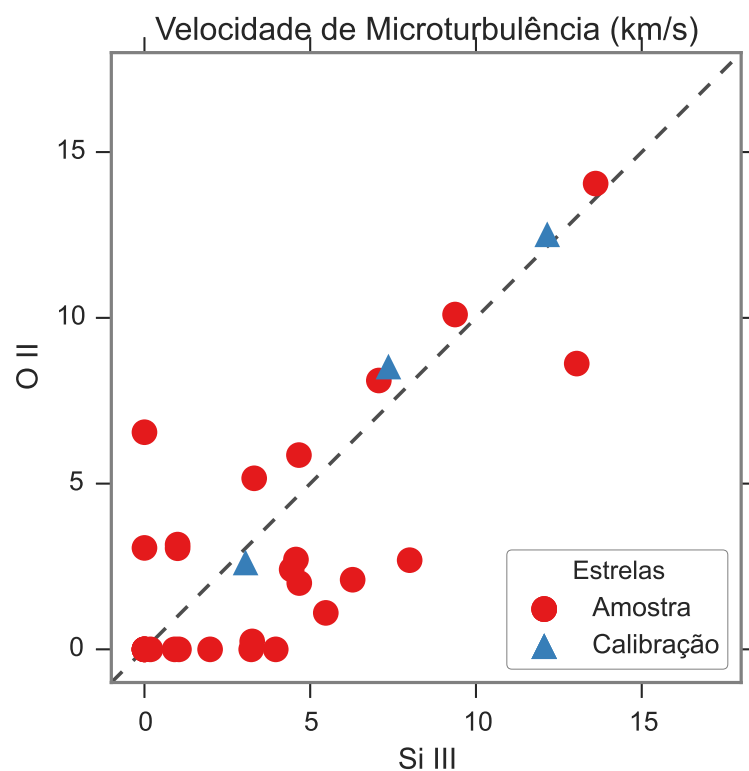


Figura 6.6: Resultados da [velocidade de microturbulência](#) obtidos pelas linhas de Si III e O II.

## 6.2 Influência dos parâmetros nas abundâncias

Os valores dos parâmetros estelares influenciam no resultado final das abundâncias químicas. Assim, faz-se necessário mensurar o erro nas abundâncias ocasionada pela incerteza nos parâmetros estelares. Nós criamos uma rotina computacional que varia, individualmente, a [temperatura efetiva](#), o [logaritmo da gravidade superficial](#), a [velocidade rotacional projetada](#), a [velocidade de microturbulência](#) e a [velocidade de macro-turbulência](#), em respectivamente, 1000 K, 0.15 dex, 15%, 2 km/s e 15%, para mais e para menos. Estes valores foram definidos a partir de nossa observação das variações significativas dos parâmetros individuais, de forma que sejam representativos da incerteza destes parâmetros. Nós também calculamos a raiz do valor quadrático médium,  $x_{rms}$ , como indicativo do erro total e expresso pela seguinte equação:

$$x_{rms} = \sqrt{\frac{1}{N} \sum_{i=1}^N x_i^2} \quad (6.1)$$

em que  $N$  é o número total de parâmetros usados para calcular o erro final e  $x_i$  é o valor do erro para o parâmetro  $i$ .

Para cada estrela e para cada elemento químico temos um erro superior e um inferior. O valor típico destes erros é 0.06 dex, com o mínimo em 0.01 e máximo em 0.12 dex. Os valores obtidos podem ser vistos nas tabelas [B.1](#), [B.2](#), [B.3](#) e [B.4](#) presentes no apêndice [B](#). Realizamos o mesmo procedimento para as estrelas de calibração descritas na seção [5.4](#) e os erros finais são da mesma ordem que os encontrados por [Nieva & Przybilla \(2012\)](#).

Os erros superiores e inferiores não são simétricos, porém a maior diferença entre eles é menor que 0.5%. Assim, podemos assumir que esta diferença é insignificante e adotamos o maior valor, entre o erro superior e o inferior, como o erro final para a abundância de uma estrela. O erro final está apresentado na tabela [6.1](#), nas colunas com os valores das abundâncias químicas.

Os parâmetros que mais influenciam nos erros das abundâncias de silício e oxigênio são, respectivamente, a [velocidade de microturbulência](#) e a [temperatura efetiva](#). As linhas de silício são mais sensíveis à [velocidade de microturbulência](#) que as linhas de oxigênio e uma pequena variação neste parâmetro resulta em uma maior incerteza na abundância de até 0.19 (ALS 18714). Isto as torna excelentes laboratórios para a determinação da [velocidade de microturbulência](#). A variação em  $T_{ef}$  em 1000 K pode gerar uma variação na abundância de oxigênio de até 0.24 (ALS 16107). Logo, as linhas de oxigênio são excelentes para obter a  $T_{ef}$  de uma estrela.

Para todas as estrelas, o erro final é menor que 0.1 dex, exceto para a ALS 16107.

Esta estrela é o objeto com maior  $v \sin i$  de nossa amostra (82 km/s). Devido a este alto valor, só foi possível obter a  $T_{\text{ef}}$  desta estrela usando as linhas de oxigênio, pois apenas algumas linhas de Si III estão disponíveis. Isto ocasionou um erro grande na abundância com a variação da [temperatura efetiva](#) e da [velocidade de microturbulência](#).

### 6.3 Comparação com a literatura

Nesta seção, comparamos nossos resultados com os já publicados na literatura. As figuras presentes nessa seção apresentam gráficos comparativos com diversos trabalhos (indicados na legenda). As linhas verticais ligando dois pontos indicam dois ou mais resultados para uma mesma estrela.

A Fig. 6.7 apresenta uma comparação dos resultados de velocidade radial. Em [Garmany et al. \(2015\)](#), calculamos a velocidade radial utilizando o comprimento de onda central de diversas linhas. Neste trabalho, ajustamos espectros sintéticos às linhas de Si e O e, assim, obtivemos as velocidades radiais das estrelas. Note que os resultados coincidem para  $R_v < 40$  km/s enquanto que para  $R_v > 40$  km/s, parece que nossos valores são sistematicamente menores. [Hron et al. \(1985\)](#) e [Liu et al. \(1991\)](#) são dois trabalhos que apresentam medidas de velocidades radiais para, respectivamente, 83 e 158 estrelas OB. [Dufloc et al. \(1995\)](#) é uma coletânea de catálogos de velocidades radiais. Em [Siebert et al. \(2011\)](#), os autores apresentam os dados finais do projeto RAdial Velocity Experiment (RAVE), com velocidades radiais para 77461 estrelas. Possuímos duas estrelas em comum com o trabalho de [Hron et al. \(1985\)](#) em que ALS 384 apresenta uma boa concordância, enquanto que a ALS 18714 discorda em aproximadamente 20 km/s. Com o trabalho de [Liu et al. \(1991\)](#) possuímos uma estrela em comum (ALS 18714), cujo resultado não coincide com o nosso e nem com o de [Hron et al. \(1985\)](#). Há duas estrelas em comum com [Dufloc et al. \(1995\)](#), em que a ALS 914 apresenta valores bem menores que o nosso, de [Garmany et al. \(2015\)](#) e de [Siebert et al. \(2011\)](#) e a ALS 16807 que apresenta valores superiores. A ALS 914 possui quatro medidas de velocidade radial: 21 km/s ([Dufloc et al., 1995](#)), 64.9 km/s ([Siebert et al., 2011](#)), 53 km/s ([Garmany et al., 2015](#)) e 42 km/s (este trabalho). Os diferentes valores de velocidades (todos obtidos a partir de apenas uma época de observação) sugerem que esta estrela seja uma candidata a binária, porém nenhum resultado anterior menciona esta possibilidade. O espectro da ALS 914 apresenta linhas bem estreitas e não apresenta sinais evidentes de uma possível estrela companheira.

Os parâmetros atmosféricos foram comparados a vários trabalhos disponíveis: [Kaufer et al. \(1994\)](#) analisam 16 estrelas B localizadas em aglomerados e regiões H II a

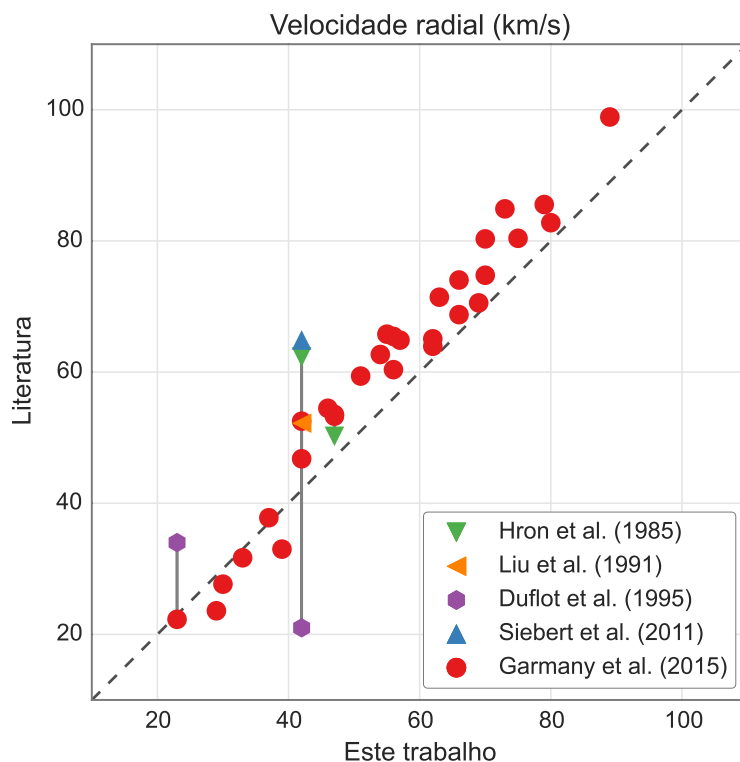


Figura 6.7: Comparação da velocidade radial das estrelas com a literatura. Linhas verticais conectam valores diferentes para a mesma estrela.

distâncias entre 7 e 10 kpc do centro Galáctico. Eles obtiveram abundâncias químicas usando síntese em [ETL](#). Os trabalhos de [Smartt et al. \(1996a,b\)](#) são complementares e apresentam resultados para 8 estrelas B que foram analisadas usando síntese em [ETL](#) e estão localizadas entre 10 e 18 kpc do centro Galáctico. Em [Smartt & Rolleston \(1997\)](#), os autores reanalisaram diversas estrelas publicadas em trabalhos prévios utilizando síntese espectral em [ETL](#) e não-[ETL](#). [Daflon & Cunha \(2004\)](#) apresentam abundâncias calculadas em não-[ETL](#) de 69 estrelas OB localizadas a distâncias Galactocêntricas entre 4.7 e 13.2 kpc. [Huang & Gies \(2006b\)](#); [Wolff et al. \(2007\)](#) e [Daflon et al. \(2007\)](#) são trabalhos focados em obter a [velocidade rotacional projetada](#) de estrelas OB. Em [Garmany et al. \(2015\)](#) realizamos uma caracterização da amostra de 136 estrelas OB no qual a amostra deste trabalho foi selecionada. Para mais informações, referimos o leitor ao capítulo 3. Assim, comparamos os resultados de  $T_{\text{ef}}$ ,  $\log g$ ,  $v \sin i$  e as abundâncias químicas com os trabalhos mencionados acima.

Diversas determinações de temperaturas das estrelas são comparadas na Fig. 6.8. Os valores de [Garmany et al. \(2015\)](#) são estimativas a partir da fotometria enquanto nossos resultados são puramente espectroscópicos. Há uma boa concordância entre os dois trabalhos dentro de um intervalo de 10% do valor da temperatura, porém há alguns objetos que apresentam uma temperatura fotométrica mais elevada que a temperatura



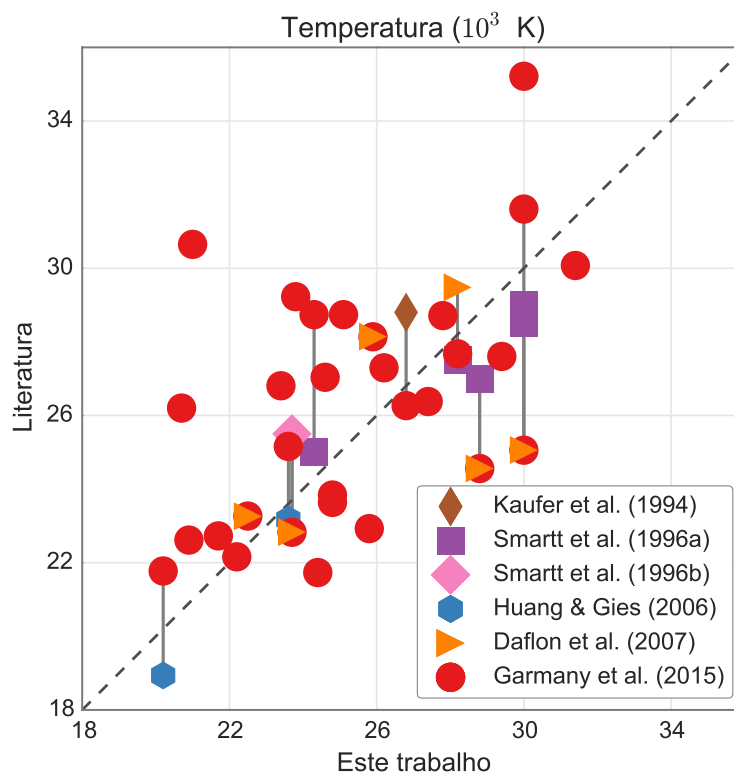


Figura 6.8: Comparação da temperatura das estrelas com a literatura. Linhas verticais conectam valores diferentes para a mesma estrela.

espectroscópica determinada neste trabalho, tais como as estrelas ALS 777, ALS 16107 e ALS 17694. Consideramos que a temperatura espectroscópica é mais precisa por ser um método que considera todos os parâmetros estelares para derivar  $T_{\text{ef}}$ . Assim, é possível que a fotometria destes objetos esteja errada, resultado numa temperatura fotométrica superestimada.. Os resultados para  $T_{\text{ef}}$  dos outros trabalhos (Kaufer et al., 1994; Smartt et al., 1996a,b; Daflon et al., 2007; Huang & Gies, 2006b) possuem uma boa concordância com os nossos valores. Vale notar que as temperaturas de Daflon et al. (2007) também são derivadas fotometricamente e de forma similar a Garmany et al. (2015), e, por esta razão, alguns valores coincidem.

Na Fig. 6.9 apresentamos a comparação entre os valores do **logaritmo da gravidade superficial** obtidos com os valores listados na literatura. Possuímos uma estrela em comum com Kaufer et al. (1994), ALS 208, que apresenta um valor bem acima ao nosso ( $\Delta = 0.42$  dex). Com exceção de uma estrela (ALS 9209), os valores de Smartt et al. (1996a) estão diferentes dos nossos por mais de 0.2 dex. A única estrela em comum com Smartt et al. (1996b) (ALS 45) apresenta um valor um pouco superior ao nosso (0.27 dex). Os valores de Daflon & Cunha (2004) são superiores aos nossos, sistematicamente. Daflon & Cunha utilizaram apenas a linha  $H\gamma$  para obter os valores de  $\log g$  e esta linha teve que ser reconstruída a partir de três ordens dos espectros

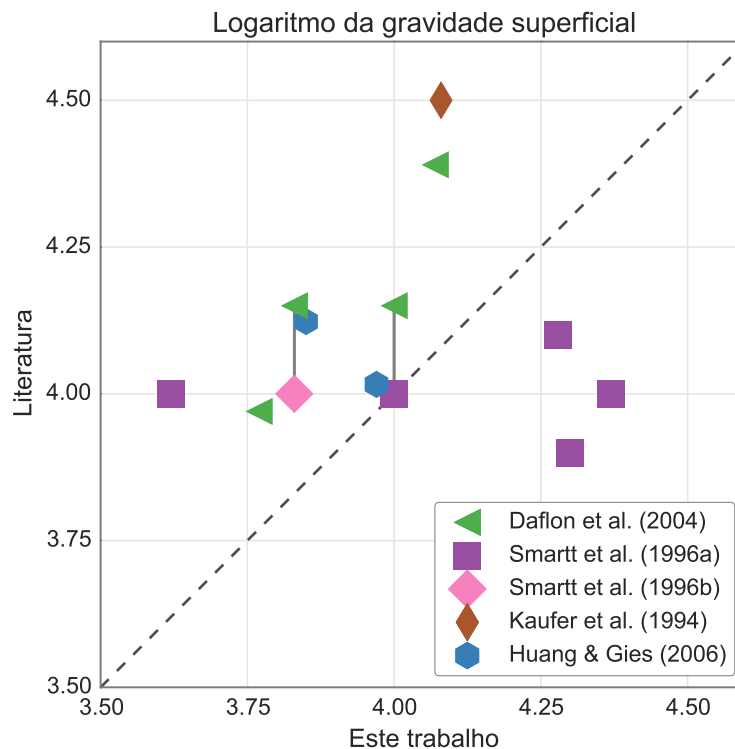


Figura 6.9: Comparação do  $\log g$  das estrelas com a literatura. Linhas verticais conectam valores diferentes para a mesma estrela.

*échelle*. E a utilização de apenas uma linha aumenta a imprecisão com relação ao valor de  $\log g$ . Além da linha de  $H\gamma$ , nós também utilizamos as linhas  $H\alpha$  e  $H\beta$ , resultando em uma melhor precisão no valor final de  $\log g$ . Nosso trabalho e o de [Huang & Gies \(2006b\)](#) possuem duas estrelas em comum, com uma apresentando boa concordância e a outra, um valor mais alto (respectivamente, ALS 16807 e ALS 384). Como vimos na seção 6.2, uma variação de 0.15 dex em  $\log g$  causa uma variação na abundância da ordem de 0.05 dex. Assim, as variações vistas em  $\log g$  entre os trabalhos pode ocasionar uma variação de, aproximadamente, 0.1 dex na abundância final.

Nossos valores de  $v \sin i$  e os da literatura ([Smartt et al., 1996a,b](#); [Huang & Gies, 2006b](#); [Daflon et al., 2007](#); [Wolff et al., 2007](#); [Garmany et al., 2015](#)) possuem uma boa concordância. A única exceção é a estrela ALS 16807 que possui resultados obtidos por nós e mais três trabalhos. Nosso valor de 44 km/s, para esta estrela, está bem abaixo do obtido pelos outros três trabalhos (66 km/s por [Huang & Gies 2006b](#) e 100 km/s por [Wolff et al. 2007](#) e 68 por [Garmany et al. 2015](#)). Como mostrado anteriormente, a *velocidade rotacional projetada* e a *velocidade de macroturbulência* são grandezas degeneradas. Os trabalhos citados acima não consideraram a *velocidade de macroturbulência*, o que pode ocasionar um valor de  $v \sin i$  superestimado. Nós calculamos um valor de 50 km/s para a *velocidade de macroturbulência* desta estrela.

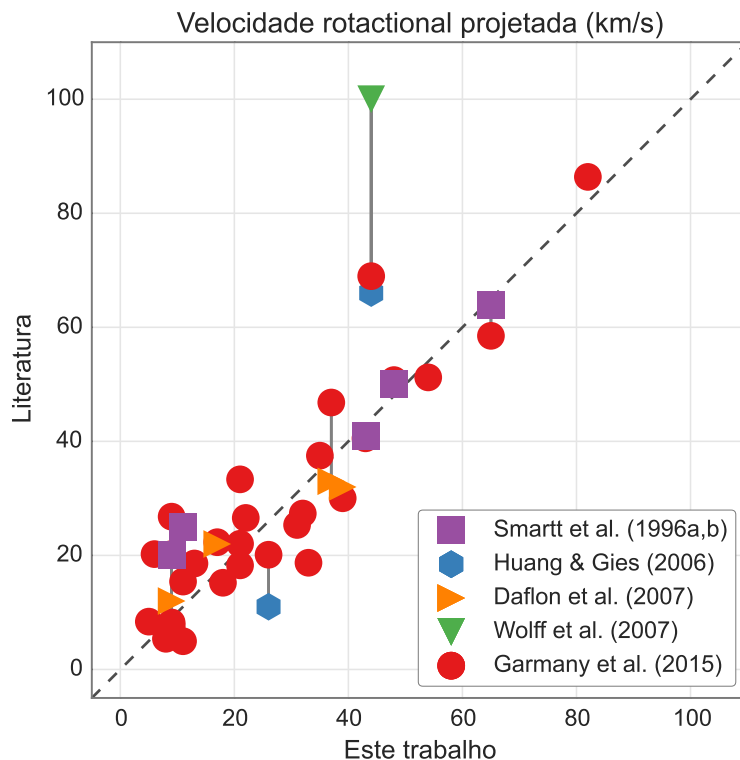


Figura 6.10: Comparação de  $v \sin i$  das estrelas com a literatura. Linhas verticais conectam valores diferentes para a mesma estrela.

Assim, acreditamos que, por considerar a [velocidade de macroturbulência](#), o nosso valor de  $v \sin i$  para esta estrela é mais consistente.

Note que, para  $v \sin i < 40$  km/s, os resultados obtidos entre os trabalhos possuem uma maior variação entre si. Isto ocorre em perfis muito estreitos, quando o alargamento causado pelo  $v \sin i$  no perfil da linha torna-se comparável a outros efeitos de alargamento, como, por exemplo, o alargamento natural. Assim, a determinação de  $v \sin i$  neste intervalo requer um cuidado maior. Acreditamos que as diferenças encontradas não causam uma modificação significativa na abundância final da estrela.

A comparação dos valores de abundância pode ser vista na Fig. 6.11. O gráfico superior apresenta comparação para o silício e o inferior, para o oxigênio. A única estrela em comum com o trabalho de [Kaufer et al. \(1994\)](#), ALS 208, apresenta valores inferior aos nossos. Os valores de [Smartt et al. \(1996a,b\)](#) e os nossos estão em bom acordo, com exceção de uma estrela, ALS 45, que apresenta um valor bem superior aos nossos. É possível que, por desconsiderar efeitos não-ETL, [Kaufer et al.](#), e [Smartt et al.](#) tenham respectivamente, subestimado e superestimado os valores de abundância de algumas de suas estrelas. Há também bom acordo com a única estrela em comum com [Smartt & Rolleston \(1997\)](#). Note que para este trabalho, há apenas o valor para o oxigênio. Possuímos quatro estrelas em comum com [Daflon & Cunha \(2004\)](#) e destas,

apenas duas possuem um bom acordo (ALS 45 e ALS 9209). As outras duas estrelas de [Daflon & Cunha](#), ALS 404 e 428, apresentam um valor bem inferior aos nosos. [Daflon & Cunha](#) utilizaram um método híbrido (modelo atmosférico em [ETL](#) e formação de linhas em não-[ETL](#)) para obter as abundância químicas e um método iterativo que combina fotometria e síntese de perfis de hidrogênio para derivar os outros parâmetros estelares, enquanto nosso método se baseia em apenas síntese espectral em não-[ETL](#). Logo, é possível que uma medida errada de fotometria pode ter ocasionado um valor de abundância subestimado por [Daflon & Cunha](#) para estas estrelas. Assim, concluímos que nossos resultados e os da literatura estão em bom acordo, exceto para alguns objetos mencionados acima.

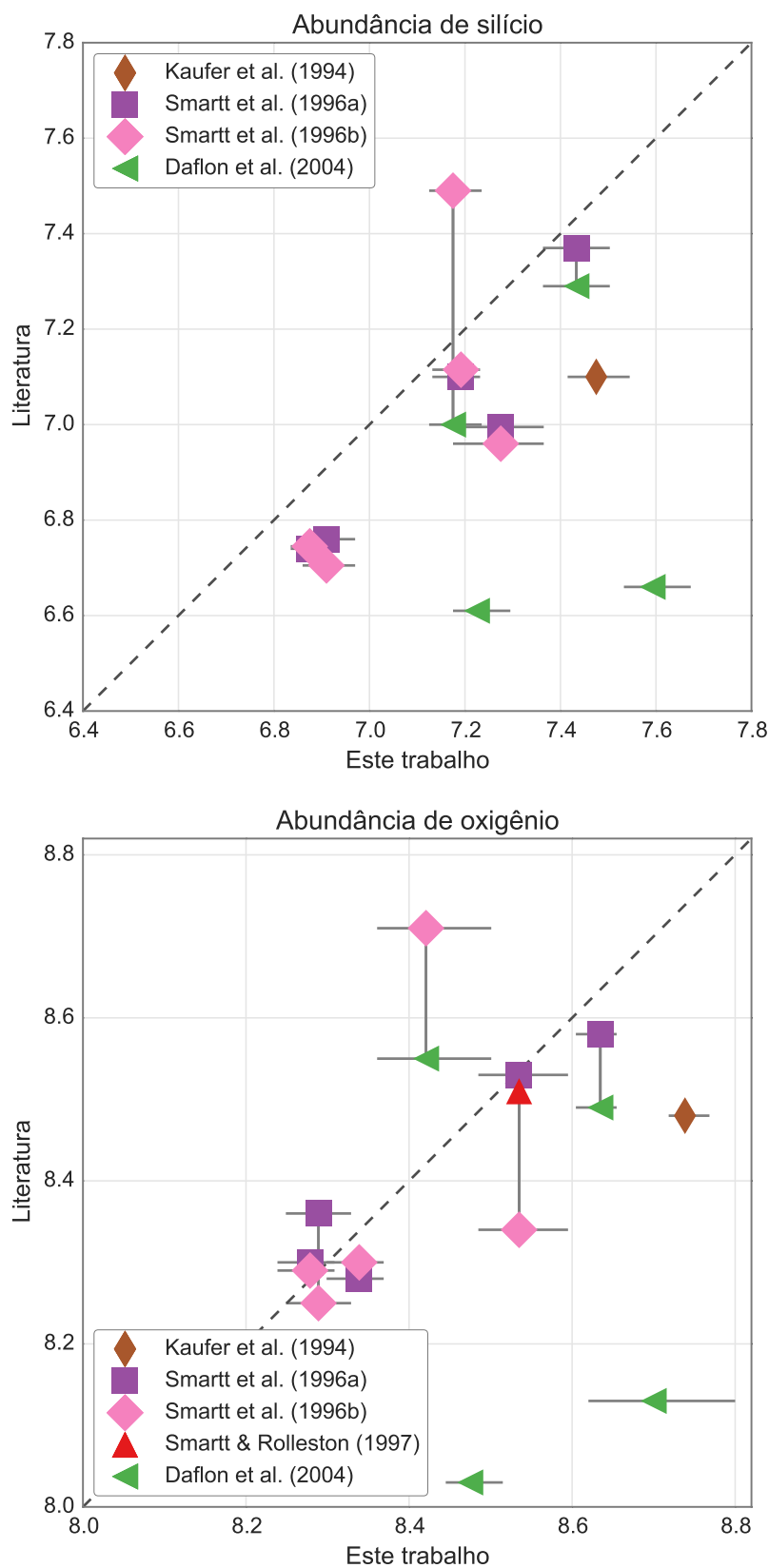


Figura 6.11: Comparação de abundâncias das estrelas com a literatura. Os valores para o silício e o oxigênio são apresentados, respectivamente, nos gráficos superior e inferior. Linhas verticais conectam valores diferentes para a mesma estrela.

## 6.4 Gradiente radial de abundâncias

As estrelas OB são objetos jovens, com idades inferiores a 100 Ma (Ekström et al., 2012). Durante este tempo, as estrelas não são dispersadas para longe do plano Galáctico e não passam por eventos de mistura significativa de material entre o interior e a atmosfera da estrela, mantendo, assim, sua abundância química original. Logo, ao estudá-las, podemos obter a distribuição química atual do disco fino de nossa Galáxia.

Há diversas questões em aberto sobre o disco galáctico, que incluem migração radial, relação idade-metalicidade e dicotomia do disco fino e espesso. Um vínculo importante para modelos de evolução química é o gradiente radial de abundâncias e é possível obtê-lo a partir da análise de diversos objetos cósmicos. Ao estudar estrelas OB, estamos interessados no gradiente radial atual da Galáxia, já que sabemos que estas estrelas são jovens.

O primeiro trabalho sobre gradiente radial de abundâncias de estrelas OB foi publicado há 30 anos (Gehren et al., 1985). Na década de 1990, surgiram muitos trabalhos no assunto, principalmente de um mesmo grupo (Fitzsimmons et al., 1990, 1992; Smartt & Rolleston, 1997; Rolleston et al., 2000). O último trabalho neste campo foi publicado por Daflon & Cunha (2004). O capítulo 1 apresenta uma revisão detalhada dos principais resultados de gradientes radiais.

Na Fig. 6.12, apresentamos as abundâncias químicas de Si e O das estrelas da amostra (seção 6.1) em função de suas distâncias galactocêntricas (seção 4.4) Como as estrelas de calibração (seção 5.4) foram analisadas da mesma forma que as estrelas da amostra do disco externo, nós as adicionamos à análise do gradiente radial, totalizando 33 estrelas na nossa amostra. As distâncias destas estrelas foram obtidas através da paralaxes medidas pelo satélite HIPPARCOS (van Leeuwen, 2007), e são os três pontos na extremidade esquerda do gráfico. O símbolo  $\odot$  representa o Sol, com abundâncias de Asplund et al. (2009) e raio galactocêntrico de 7.94 kpc (Groenewegen et al., 2008; Fritz et al., 2011). Ajustamos uma reta ( $\log \epsilon = a + b \cdot R_g$ ), que considera os erros em ambos os eixos, ao conjunto total de estrelas e obtivemos o seguinte valor.

$$\left. \begin{aligned} \log \epsilon(\text{Si}) &= 8.131 \pm 0.135 - 0.065 \pm 0.012 \cdot R_g \\ \log \epsilon(\text{O}) &= 9.193 \pm 0.105 - 0.054 \pm 0.009 \cdot R_g \end{aligned} \right\} 8.01 \leq R_g \leq 15.42 \text{ kpc} \quad (6.2)$$

Também calculamos o intervalo de confiança de 95% do ajuste linear. Para isso, utilizamos a técnica estatística do Bootstrap com mil reamostragens. Os intervalos inferior e superior são mostrados como retas tracejadas na Fig. 6.12.

Na Fig. 6.13, comparamos nossos resultados com os da literatura. Nosso gradiente de silício concorda com o resultado de Rolleston et al. (2000) e, dentro das incertezas, com o gradiente de Daflon & Cunha (2004). O gradiente de Gummersbach et al. (1998) para este elemento químico é mais inclinado quando comparado ao gradiente que encontramos e ao dos outros dois trabalhos citados. O gradiente radial de oxigênio concorda, dentro das incertezas, com os resultados de Gummersbach et al. e Daflon & Cunha. Se adotarmos o gradiente radial como um indicador da distribuição de abundância, nosso resultado apresenta valores maiores para  $\log \epsilon(Si)$  quando comparados aos valores de Rolleston et al. e Daflon & Cunha, e os valores de  $\log \epsilon(O)$  estão em bom acordo com os de Gummersbach et al. (1998) e Rolleston et al. (2000).

O gradiente radial de silício também pode ser comparado a gradientes encontrados para estrelas Cefeidas. Nosso gradiente de  $-0.054 \pm 0.009$  dex/kpc concorda com o gradiente de  $-0.057 \pm 0.011$  dex/kpc encontrados por Lemasle et al. (2013) e com o encontrado por Genovali et al. (2015) ( $-0.049 \pm 0.002$  dex/kpc).

Assim, oferecemos novos valores de gradientes radiais de silício e oxigênio utilizando uma análise robusta, homogênea e sofisticada usando técnicas de estado-da-arte de síntese espectral em não-ETL e acreditamos que estes gradientes são um bom indicativo para a região  $8.0 \lesssim R_g \lesssim 15.5$  kpc.

Como descrito no Cap. 1, alguns trabalhos apontam que o gradiente radial de abundância seria melhor descrito por um modelo de duas zonas com uma mudança de inclinação em  $\sim 10$  kpc. Com o intuito de analisar se este comportamento também pode ser detectado na distribuição de estrelas OB da amostra do disco externo, dividimos nossa amostra em  $R_g \sim 10$  kpc. Na Fig. 6.14 apresentamos o resultado deste exercício. Os gradientes radiais calculados para o silício para cada região são aproximadamente o mesmo ( $-0.101 \pm 0.047$  para  $R_g \lesssim 10$  kpc, e  $-0.098 \pm 0.024$  para  $R_g \gtrsim 10$  kpc). Para o oxigênio, os gradientes encontrados foram  $-0.122 \pm 0.039$  para  $R_g \lesssim 10$  kpc e  $-0.085 \pm 0.024$  para  $R_g \gtrsim 10$  kpc. Apesar da diferença, os valores coincidem dentro das incertezas, e não encontramos indicativos que dois gradientes descrevam a amostra melhor do que apenas com um gradiente. Além do gradiente, também calculamos as médias das abundâncias para cada região. As médias e o desvio padrão das abundâncias de silício são 7.49 e 0.12 dex para  $R_g \lesssim 10$  kpc e 7.31 e 0.19 dex para  $R_g \gtrsim 10$  kpc. Para o oxigênio, encontramos as médias e os desvios padrão iguais a 8.71 e 0.09 dex para  $R_g \lesssim 10$  kpc e 8.54 e 0.14 dex para  $R_g \gtrsim 10$  kpc. Os valores das médias de cada região apresentam diferenças de 0.18 dex para o silício e 0.15 dex para o oxigênio. As diferenças observadas são da mesma ordem de grandeza das dispersões respectivas. Além disso, notamos que a dispersão tanto para o silício quanto para o oxigênio é maior na região  $R_g \geq 10$  kpc do que na região mais interna. Twarog et al. (1997)

e [Frinchaboy et al. \(2013\)](#) encontraram um gradiente quase nulo para os aglomerados com  $R_g \geq 10$  kpc, enquanto que os gradientes nas regiões mais internas dos seus estudos eram mais inclinados. [Rolleston et al. \(2000\)](#), por outro lado, descartam a hipótese de sua amostra de estrelas OB em aglomerados ser melhor descrita por um modelo com duas zonas. Nossos resultados não mostram forte evidência de que nossas abundâncias seriam melhor descritas por um gradiente de duas zonas.



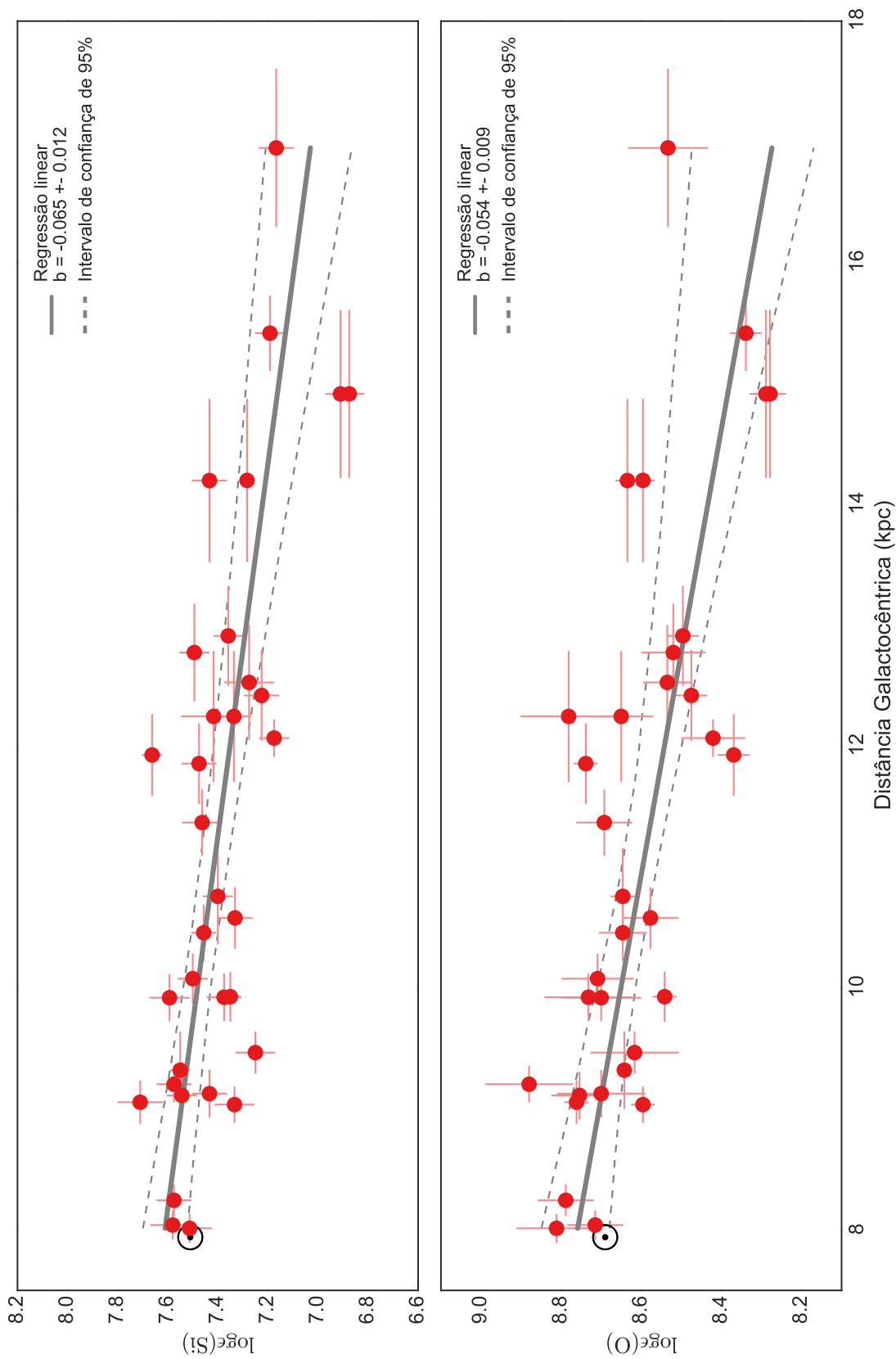


Figura 6.12: Gradientes radiais de abundâncias no disco Galáctico. Os painéis superior e inferior apresentam as abundâncias de, respectivamente, silício e oxigênio. Os círculos vermelhos representam as estrelas da nossa amostra mais as três estrelas de calibração. O símbolo  $\odot$  representa o Sol. Também apresentamos ajustes lineares para as estrelas da amostra e para as estrelas de calibração mais as estrelas da amostra e seus respectivos intervalos de confiança de 95%.

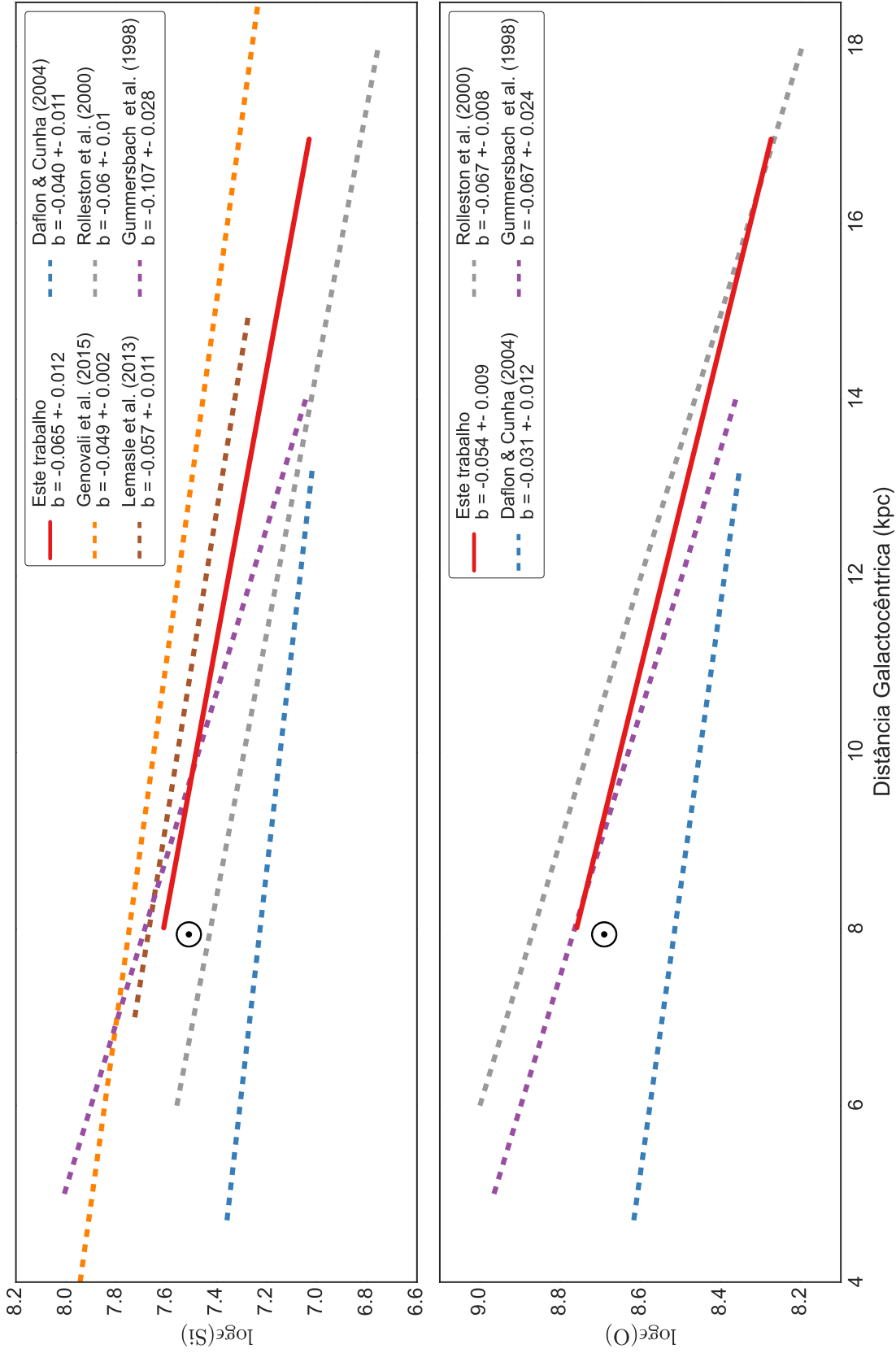


Figura 6.13: Comparação dos gradientes radiais de silício e oxigênio. Nosso resultado é apresentado como uma reta contínua vermelha e os resultados de outros trabalhos estão representados com retas tracejadas, e podem ser identificadas na legenda. O símbolo  $\odot$  representa o Sol, com  $R_g = 7.94$  de [Groenewegen et al. \(2008\)](#) e abundâncias de [Asplund et al. \(2009\)](#).

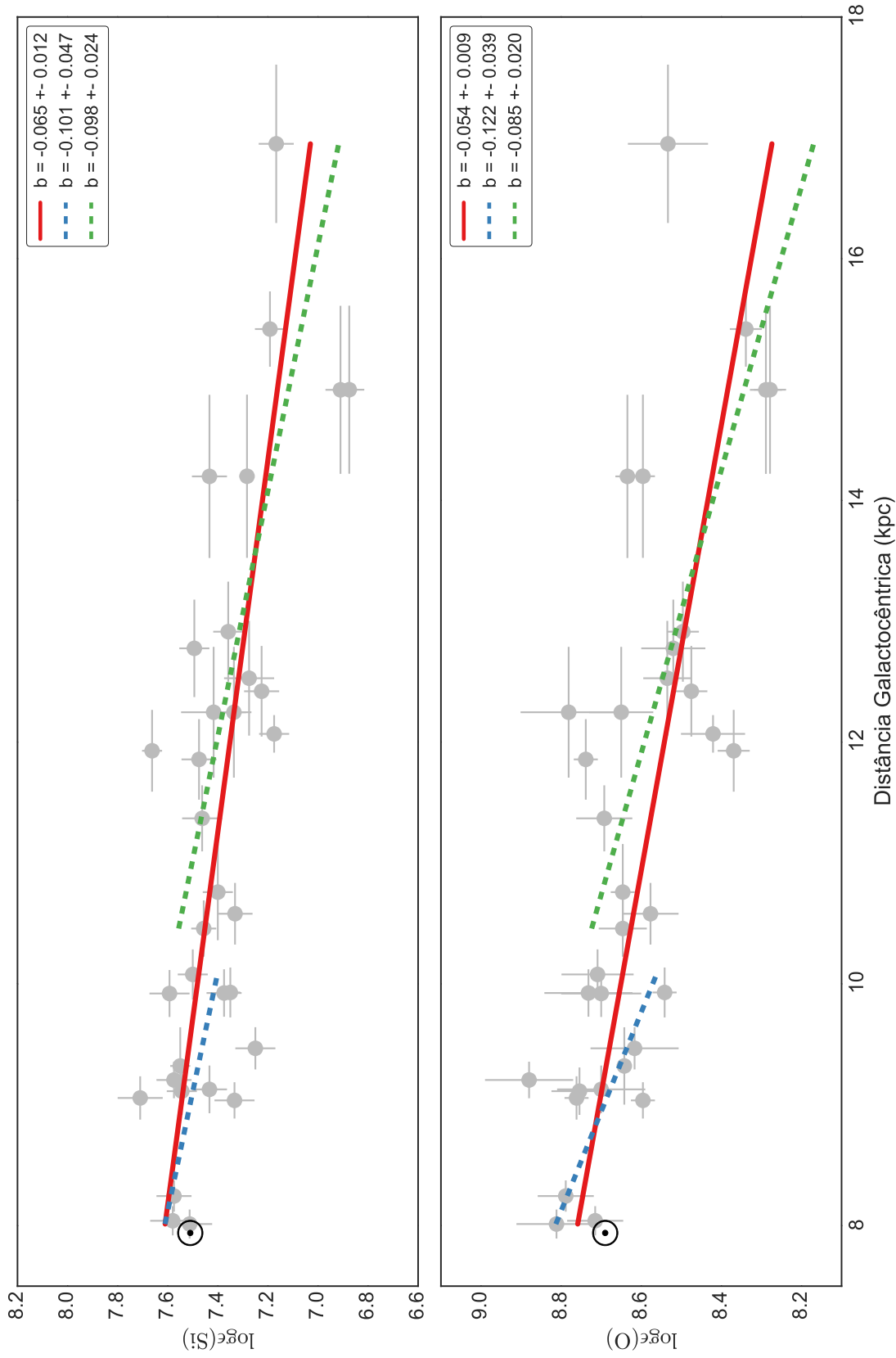


Figura 6.14: Descrições dos gradientes radiais com modelos de duas zonas. Os círculos cinzas representam as estrelas da amostra. A reta em vermelha é o gradiente radial considerando todas as estrelas da amostra. As retas tracejadas azul e verde representam o gradiente radial para as estrelas com, respectivamente,  $R_g \lesssim 10$  kpc e  $R_g \gtrsim 10$  kpc. Não encontramos evidências que um modelo de duas zonas descreveria melhor do que um gradiente único.

# Parte IV

## Conclusões

# Capítulo 7

## Conclusões e perspectivas

*“The most important thing in science is not so much to obtain new facts as to discover new ways of thinking about them.”*

Sir William Bragg

Neste trabalho, nós investigamos uma amostra de aproximadamente 500 estrelas de tipo espectral OB. Os espectros foram obtidos no telescópio Clay de 6,5m no Observatório de Las Campanas, Chile, com o espectrógrafo MIKE. As estrelas compõem duas amostras distintas, uma com estrelas do disco local e a outra com estrelas do disco externo, que foram obtidas em duas missões separadas. Nossos objetivos foram analisar o comportamento bimodal da distribuição de **velocidade rotacional projetada** ( $v \sin i$ ), desenvolver uma metodologia autoconsistente de obtenção dos parâmetros estelares a partir dos espectros de alta resolução e determinar a distribuição de abundâncias para as estrelas da nossa amostra do disco externo.

Nós obtivemos valores de  $v \sin i$  das estrelas usando uma calibração de **largura à meia altura** (LMA) com  $v \sin i$  para três linhas de He I. Utilizando dados da literatura, nós identificamos se as estrelas das amostras pertencem ao campo estelar, a associações ou a aglomerados. Nós comparamos a distribuição de  $v \sin i$  destes três grupos e identificamos que provavelmente eles formam subgrupos distintos. As estrelas de aglomerados tendem a ter valores de  $v \sin i$  maiores do que os valores das estrelas de associações que, por sua vez, tendem a ter  $v \sin i$  maiores que os valores das estrelas de campo. Identificamos que a distribuição de  $v \sin i$  das estrelas das amostras pode ser descrita por duas distribuições maxwellianas. Ainda é incerto se a tendência encontrada para cada subgrupo estelar (campo, associação e aglomerado) deve-se a densidade da nuvem progenitora ou a efeitos evolutivos.

Nós desenvolvemos uma técnica que permite obter de maneira autoconsistente

temperatura efetiva, logaritmo da gravidade superficial, a velocidade rotacional projetada, velocidades de microturbulência e de macroturbulência, e as abundâncias de silício e oxigênio. A técnica se baseia em síntese espectral não-ETL e não necessita de dados fotométricos. Assim, obtivemos os parâmetros estelares e as abundâncias químicas para uma subamostra de objetos do disco externo.

Obtivemos distâncias heliocêntricas para esta subamostra de estrelas do disco externo através de uma calibração fotométrica (Garmany et al., 2015) e de valores encontrados na literatura. Assim, determinamos os gradientes radiais de  $-0.065$  e  $-0.054$  dex/kpc para as abundâncias químicas de silício e oxigênio, respectivamente, válidos para a região de  $8 \lesssim R_g \lesssim 15.5$  kpc. Comparamos nossos resultados com outros estudos de estrelas OB e de estudos de estrelas Cefeidas e os gradientes concordam dentro das incertezas. Alguns autores apontaram que o gradiente radial seria melhor descrito por duas regressões lineares separadas em aproximadamente 10 kpc. Não encontramos evidências para que um modelo de duas zonas descreva melhor nossos dados do que apenas uma regressão linear para todo o intervalo de distância Galactocêntrica estudado.

Assim, nossa análise é robusta e baseada no estado-da-arte das técnicas de síntese espectral de estrelas massivas. Com isso, inferimos o gradiente radial das abundâncias químicas de silício e oxigênio no disco externo da Galáxia. Dada as dificuldades de obtenção de estrelas OB para análise química e que também estejam localizadas no disco externo da Galáxia, certamente nossa contribuição será essencial para criação de modelos de evolução química da nossa Galáxia.

## Perspectivas

Mesmo considerando uma grande base de dados homogênea de  $v \sin i$  como essa que obtivemos, ainda não é possível esclarecer o caráter bimodal da distribuição de  $v \sin i$  das estrelas B. Um ponto que ainda precisa ser bastante aprimorado é a identificação de um objeto como pertencente ao campo estelar ou a uma associação ou aglomerado, o que acarreta em grandes incertezas na construção das distribuições de  $v \sin i$ . Esperamos que com a missão astrométrica Gaia<sup>1</sup> seja possível melhorar a identificação destes objetos.

Outro fator que pode ajudar a esclarecer a bimodalidade na distribuição de  $v \sin i$  é a determinação da velocidade de macroturbulência das estrelas. Ao analisar os espectros das estrelas nota-se que, ao considerar a velocidade de macroturbulência, o valor de  $v \sin i$  tende a se modificar. E já foi identificado que há estrelas OB em que

---

<sup>1</sup><http://sci.esa.int/gaia/>

a *velocidade de macroturbulência* é dominante em relação ao  $v \sin i$  (e.g. [Simón-Díaz & Herrero 2014](#)). As nossas distribuições de  $v \sin i$  (cap. 3 – obtidas de calibrações de LMA de linhas de He I) não consideram o alargamento devido a *velocidade de macroturbulência*, portanto, é possível que os valores de  $v \sin i$  obtidos através da LMA estejam superestimados. A abordagem mais detalhada adotada na determinação do  $v \sin i$  via síntese espectral (cap. 6) foi restrita à uma subamostra de estrelas do disco externo.

A nossa técnica de obtenção de parâmetros estelares pode ser melhorada em alguns pontos. Por exemplo, é ainda muito difícil separar os efeitos de alargamento devido ao  $v \sin i$  e as velocidades de macroturbulência e microturbulência e a utilização de mais linhas de Si III e O II pode ajudar a solucionar este problema. Do ponto de vista computacional é preciso ainda criar uma documentação apropriada e desenvolver testes que permitam verificar a robustez do código durante a análise. Também é desejável uma interface gráfica para o usuário com o objetivo de facilitar a sua utilização.

A distribuição radial de abundâncias no disco externo ainda precisa ser estendida para outros elementos tais quais carbono, nitrogênio e o neônio. Além disso, uma análise similar deve ser realizada para a amostra do disco local. Em conjunto, as amostras do disco local e do disco externo permitirão obter um gradiente radial com maior cobertura em raio e consequentemente uma distribuição de abundâncias mais completa no disco Galáctico.

# Apêndices



# Apêndice A

## Análise individual das estrelas de calibração e da amostra

Neste apêndice, nós apresentamos os resultados individuais das estrelas analisadas.

## A.1 Estrelas de calibração

### A.1.1 HD 61068

HD 61068		
$T_{ef}$	25000	K
$\log g$	4	dex
$v \sin i$	8	km/s
$\zeta_{RT}$	19	km/s
$\xi$	3	km/s
$\log(\epsilon)(\text{Si})$	7.58	dex
$\log(\epsilon)(\text{O})$	8.79	dex

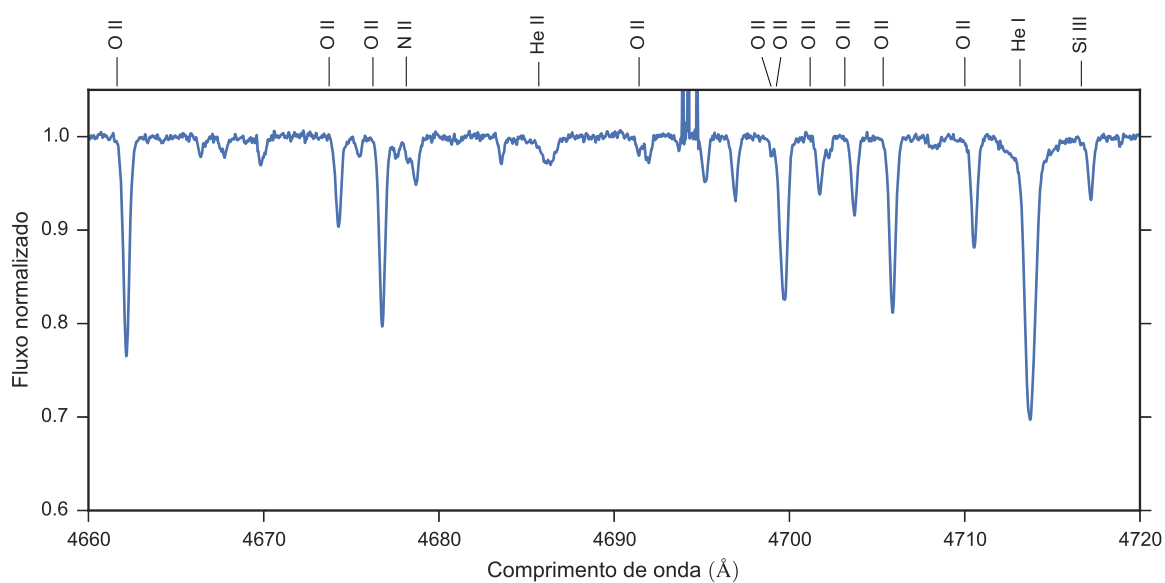


Figura A.1: Espectro da estrela HD 61068. Apenas uma faixa espectral é apresentado como exemplo.

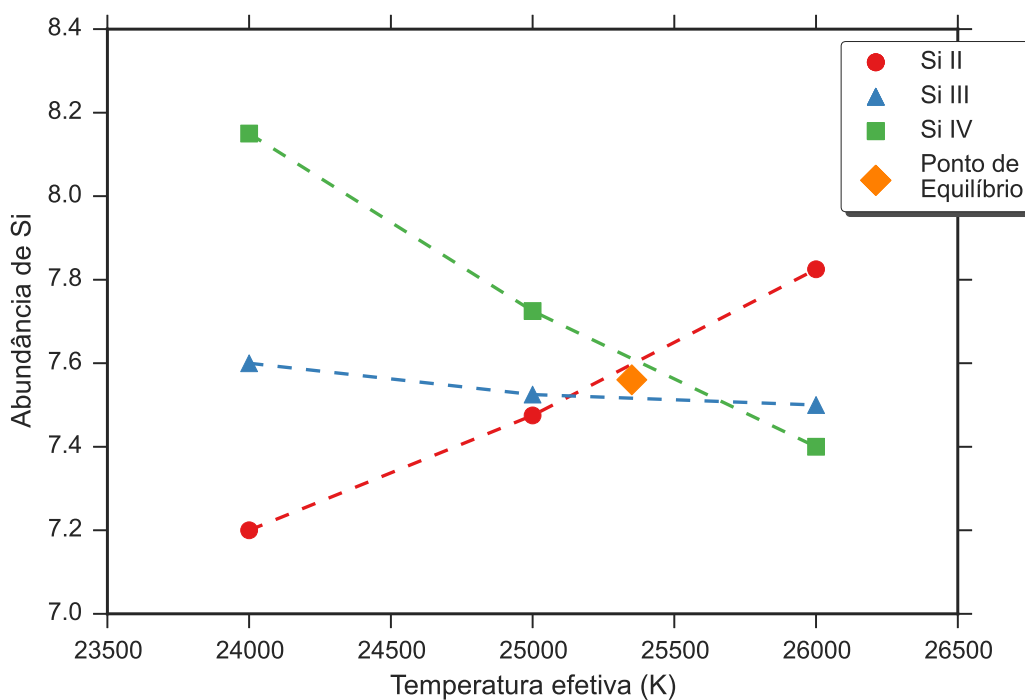


Figura A.2: Equilíbrio de ionização do silício da estrela HD 61068. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

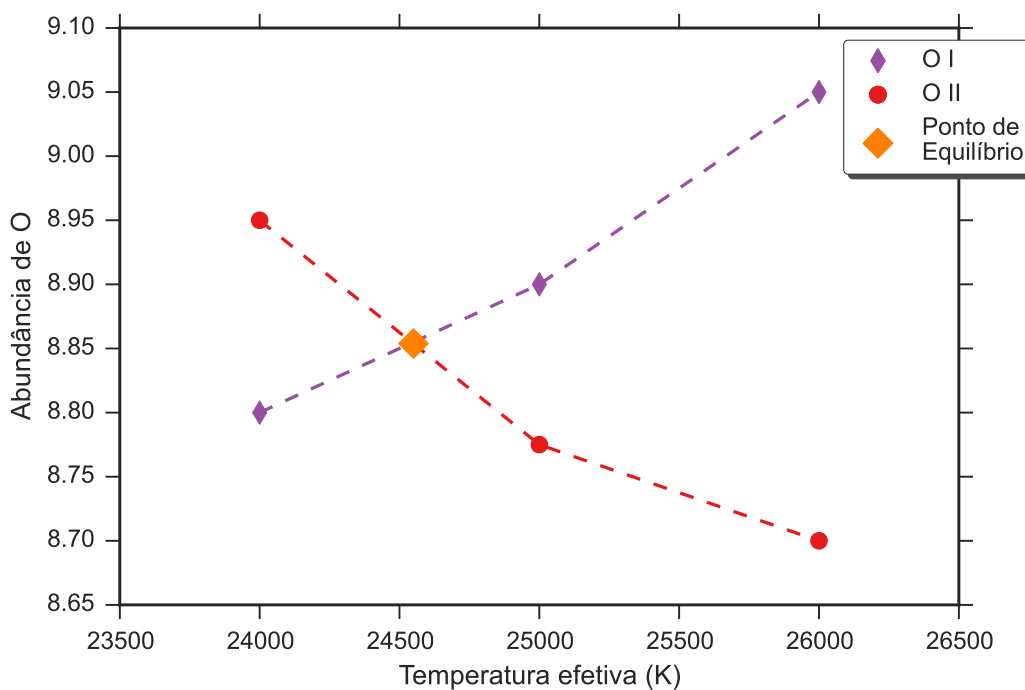


Figura A.3: Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela HD 61068. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

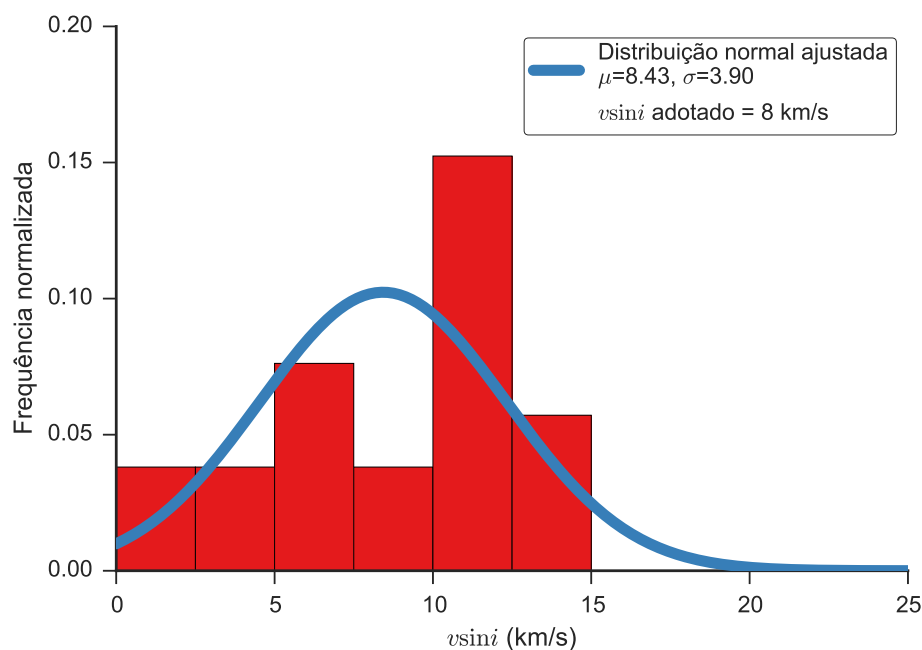


Figura A.4: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade rotacional projetada da estrela HD 61068. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

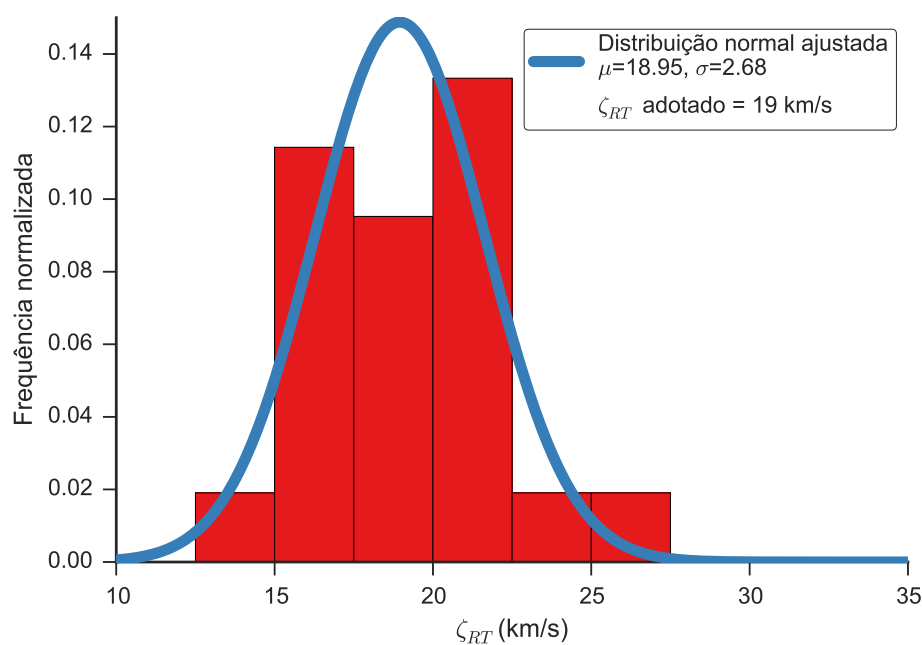


Figura A.5: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade de macroturbulência da estrela HD 61068. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

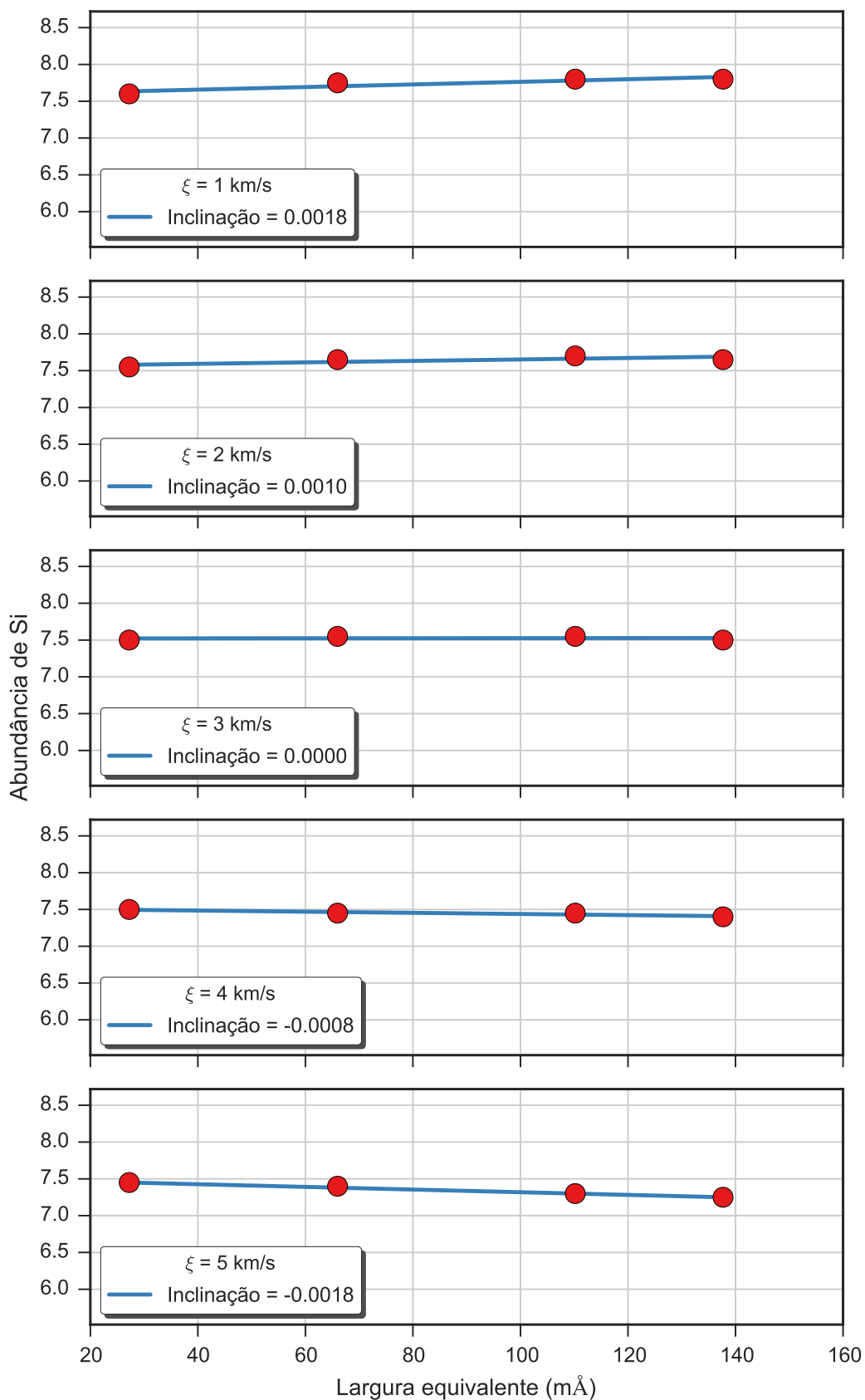


Figura A.6: Valores da abundância de silício para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela HD 61068. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

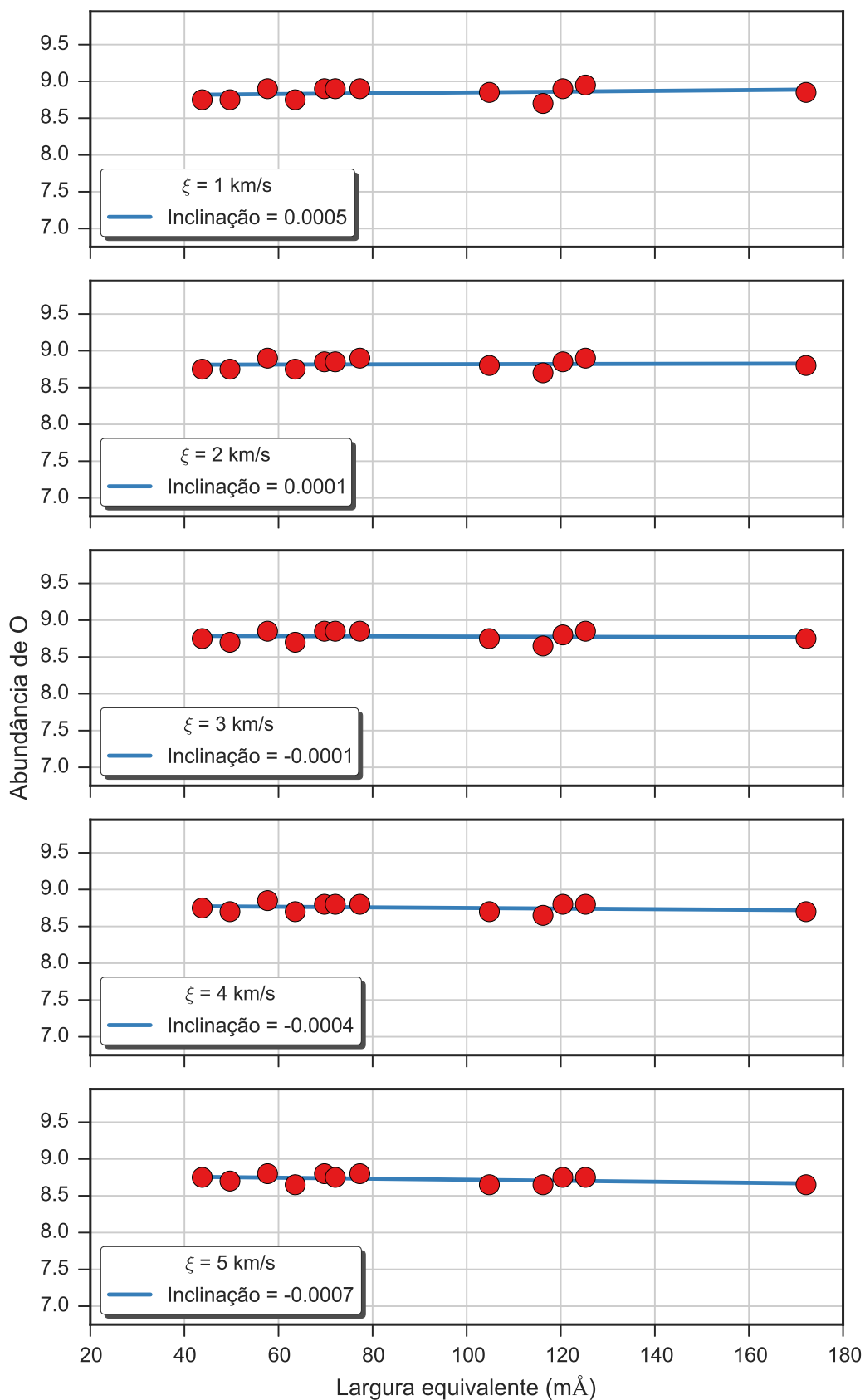


Figura A.7: Valores da abundância de oxigênio para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela HD 61068. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

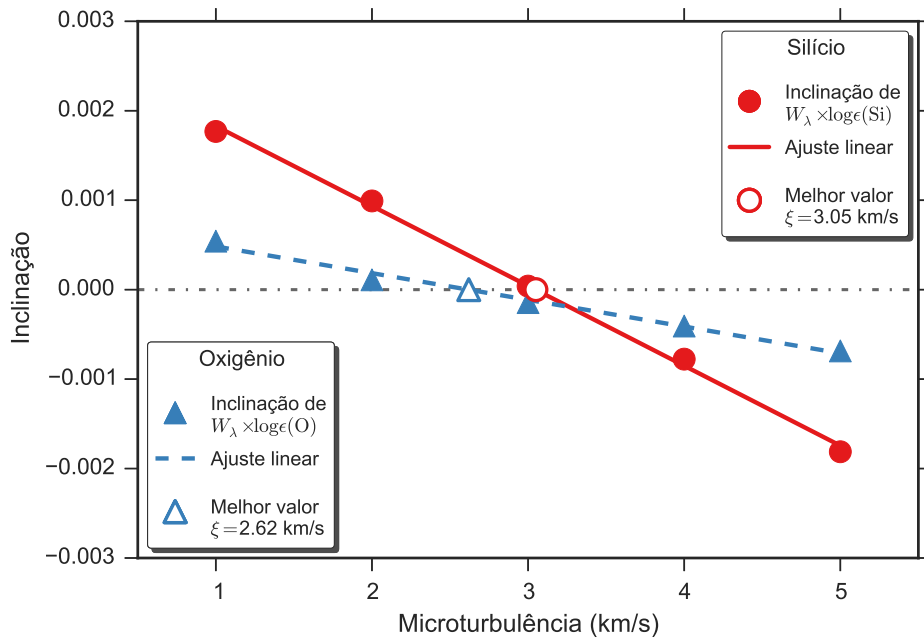


Figura A.8: Determinação do valor da velocidade de microturbulência para a estrela HD 61068 através da identificação da independência do valor da abundância com a intensidade da linha, que ocorre quando a inclinação do ajuste linear é nula. Apresentamos os resultados obtidos para o silício e oxigênio, que podem ser vistos nas Figs. A.6 e A.7, respectivamente. Os pontos preenchidos representam os valores encontrados para cada valor da velocidade de microturbulência, as retas representam ajustes lineares e os pontos preenchidos representam a posição em que a inclinação é nula.

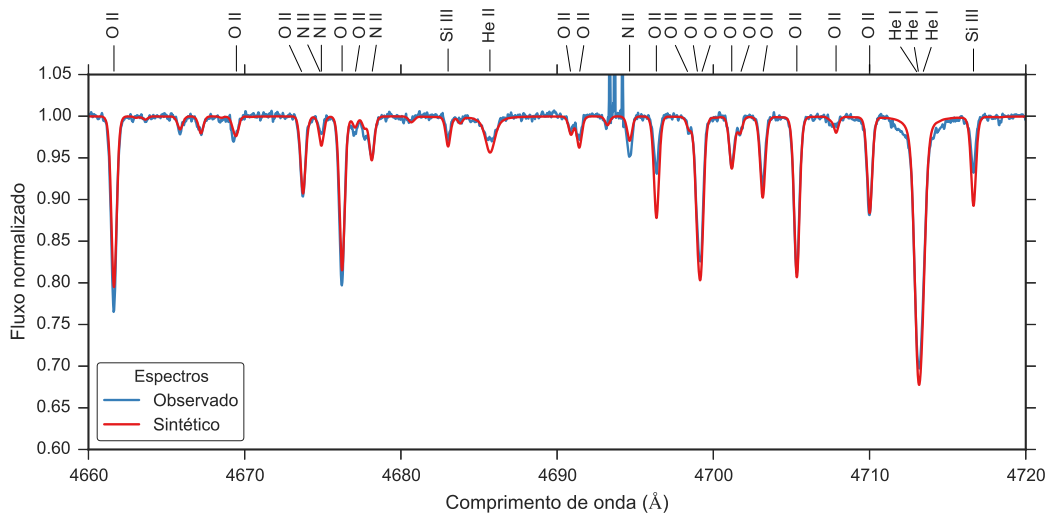


Figura A.9: Comparação entre o espectro observado da estrela HD 61068 (em azul) e o espectro sintético modelado com os parâmetros determinados para esta estrela (em vermelho).

**A.1.2 HD 63922**

HD 63922		
$T_{ef}$	30700	K
$\log g$	3.82	dex
$v \sin i$	22	km/s
$\zeta_{RT}$	34	km/s
$\xi$	12	km/s
$\log(\epsilon)(\text{Si})$	7.58	dex
$\log(\epsilon)(\text{O})$	8.72	dex

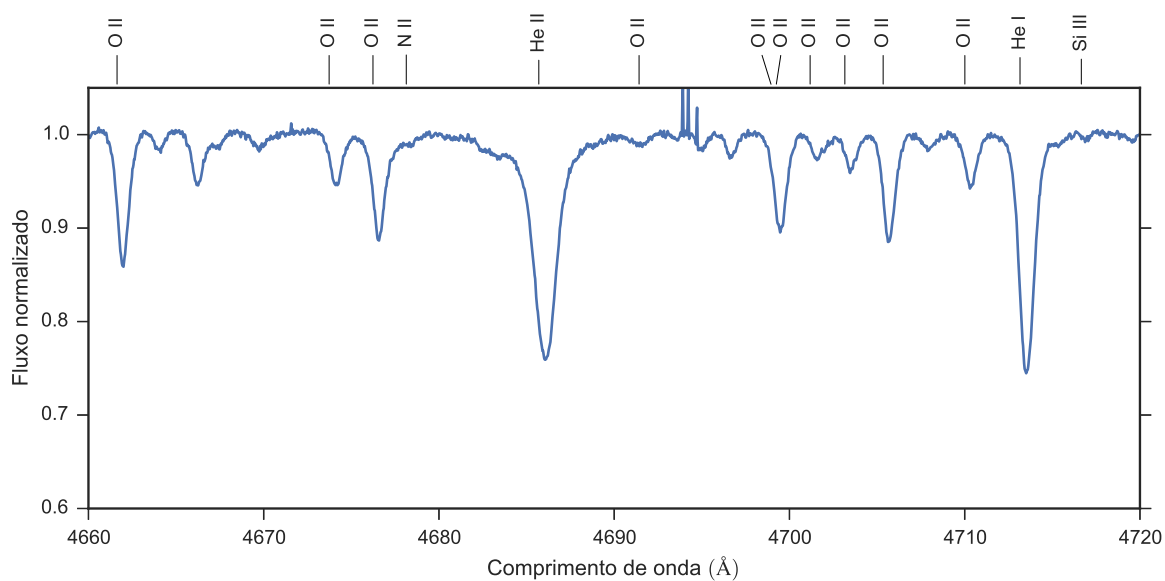


Figura A.10: Espectro da estrela HD 63922. Apenas uma faixa espectral é apresentado como exemplo.



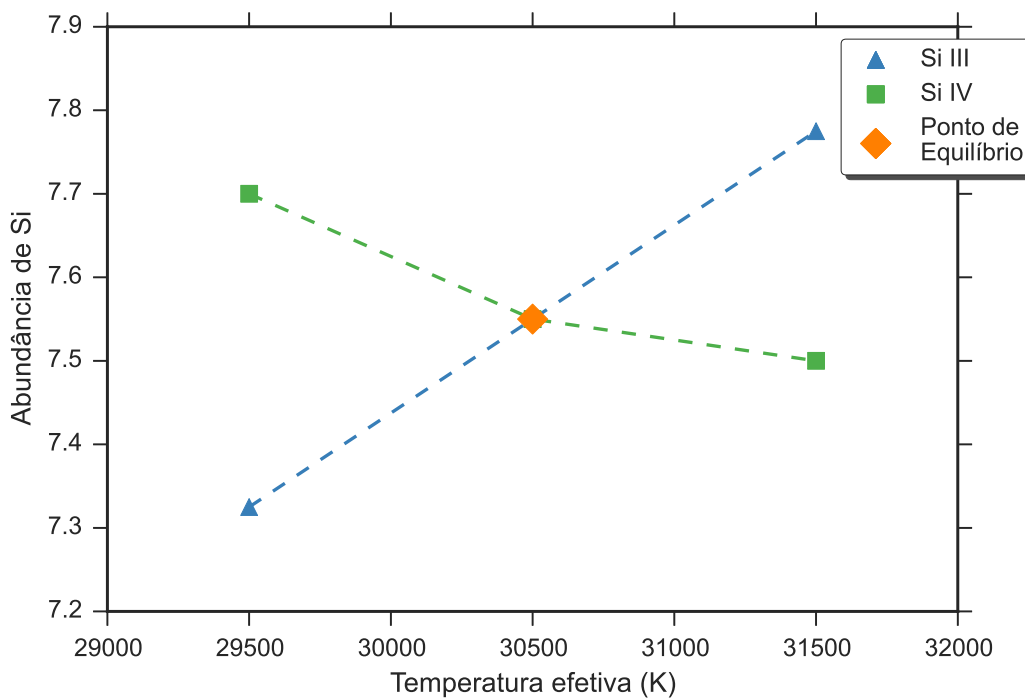


Figura A.11: Equilíbrio de ionização do silício da estrela HD 63922. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

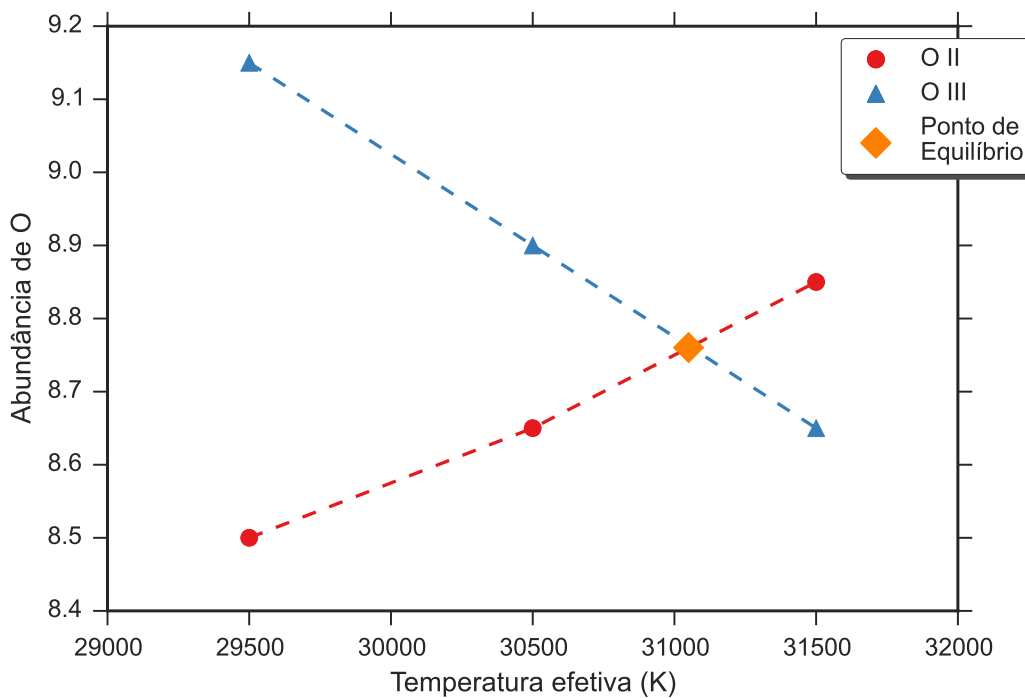


Figura A.12: Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela HD 63922. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

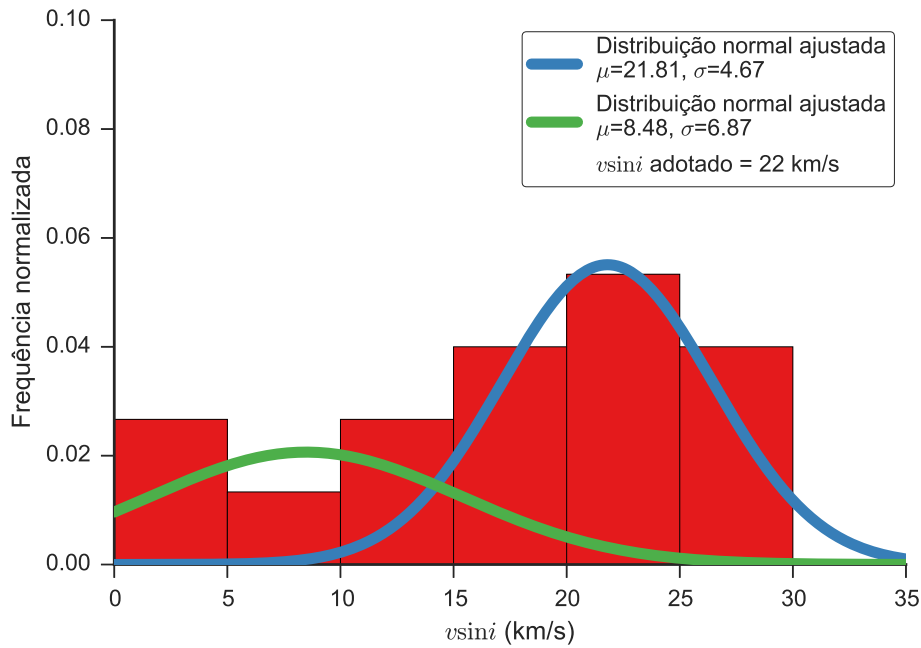


Figura A.13: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade rotacional projetada da estrela HD 63922. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

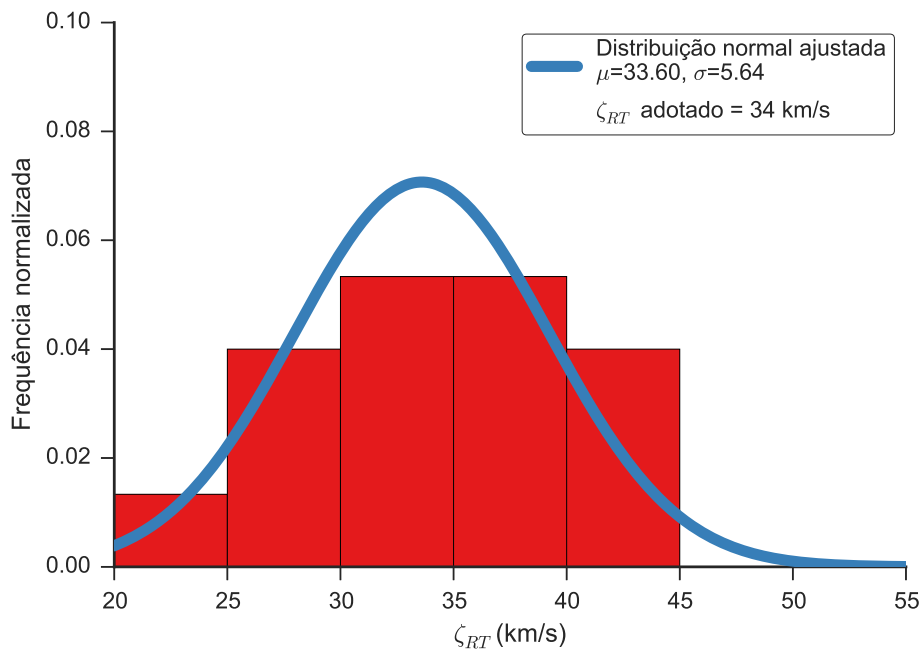


Figura A.14: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade de macroturbulência da estrela HD 63922. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

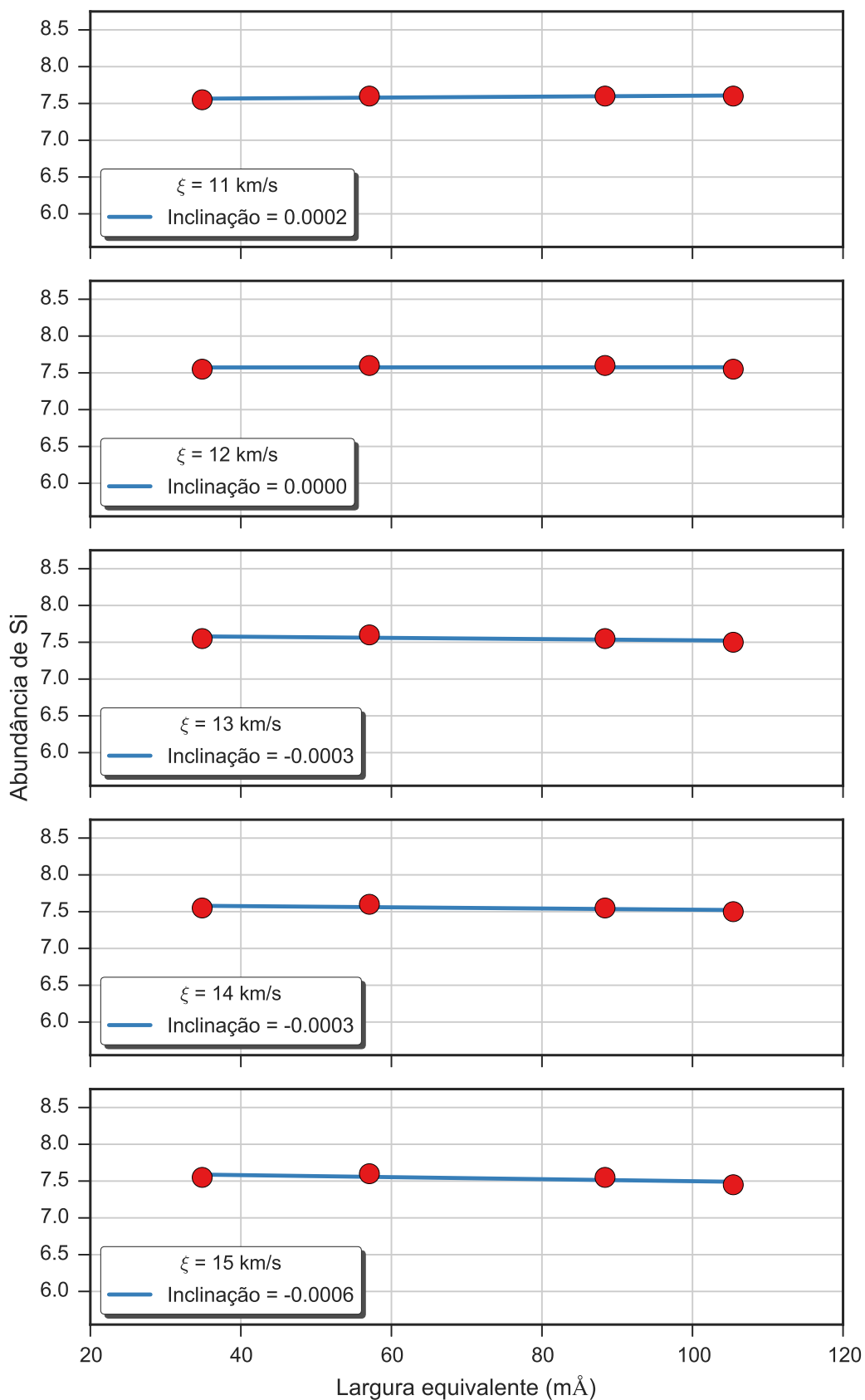


Figura A.15: Valores da abundância de silício para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela HD 63922. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

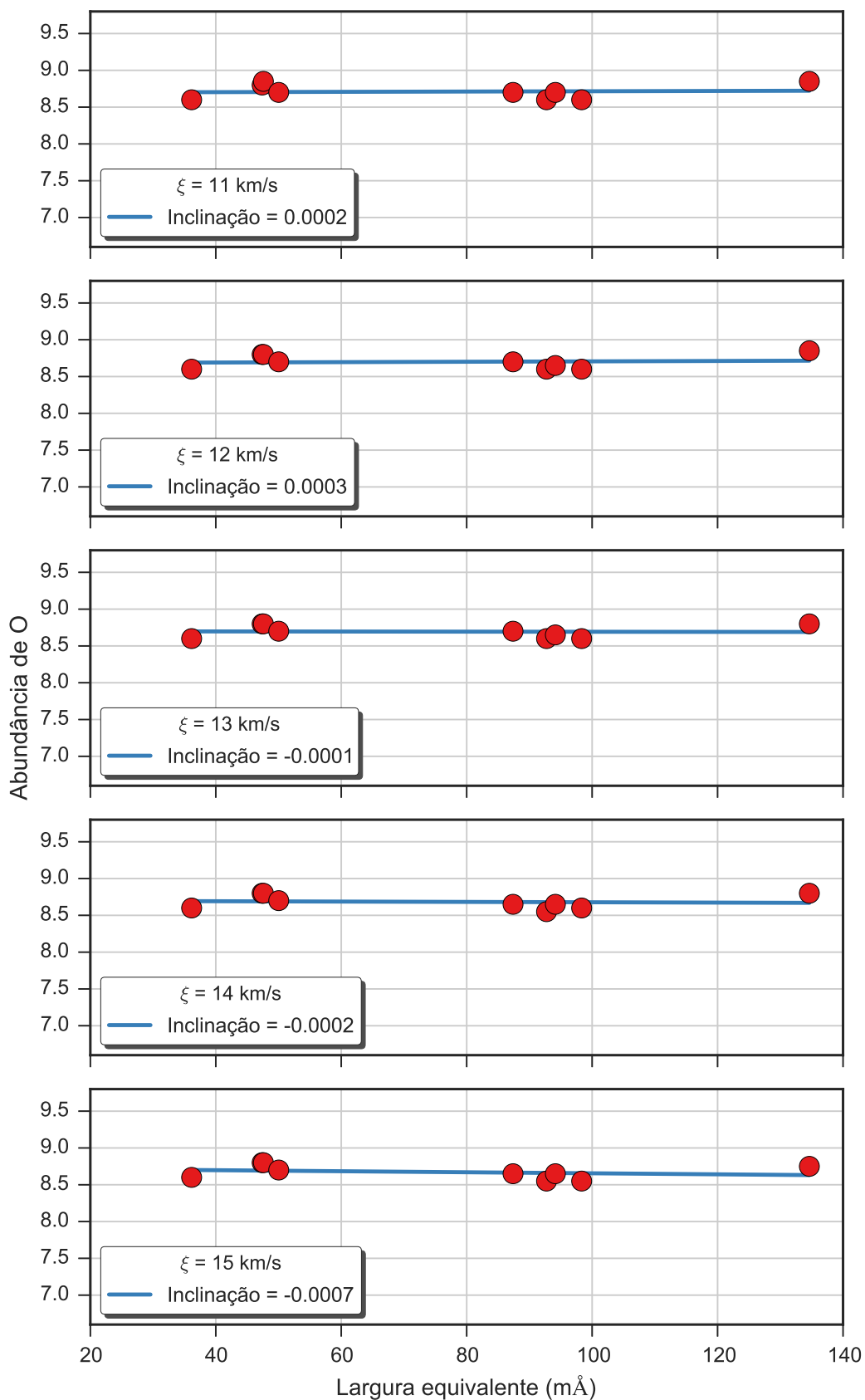


Figura A.16: Valores da abundância de oxigênio para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela HD 63922. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

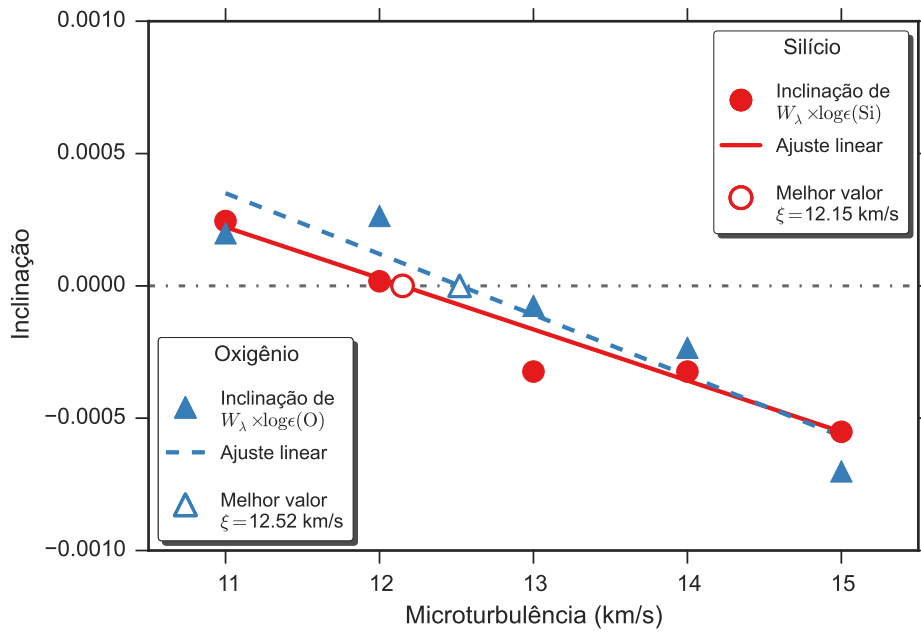


Figura A.17: Determinação do valor da velocidade de microturbulência para a estrela HD 63922 através da identificação da independência do valor da abundância com a intensidade da linha, que ocorre quando a inclinação do ajuste linear é nula. Apresentamos os resultados obtidos para o silício e oxigênio, que podem ser vistos nas Figs. A.15 e A.16, respectivamente. Os pontos preenchidos representam os valores encontrados para cada valor da velocidade de microturbulência, as retas representam ajustes lineares e os pontos preenchidos representam a posição em que a inclinação é nula.

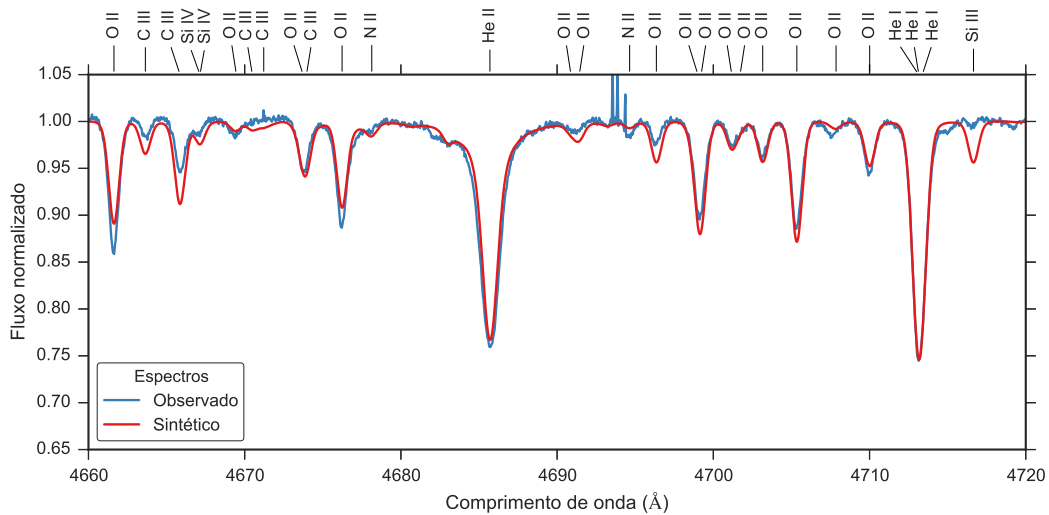


Figura A.18: Comparação entre o espectro observado da estrela HD 63922 (em azul) e o espectro sintético modelado com os parâmetros determinados para esta estrela (em vermelho).

**A.1.3 HD 74575**

HD 74575		
$T_{ef}$	21900	K
$\log g$	3.44	dex
$v \sin i$	9	km/s
$\zeta_{RT}$	22	km/s
$\xi$	8	km/s
$\log(\epsilon)(\text{Si})$	7.51	dex
$\log(\epsilon)(\text{O})$	8.81	dex

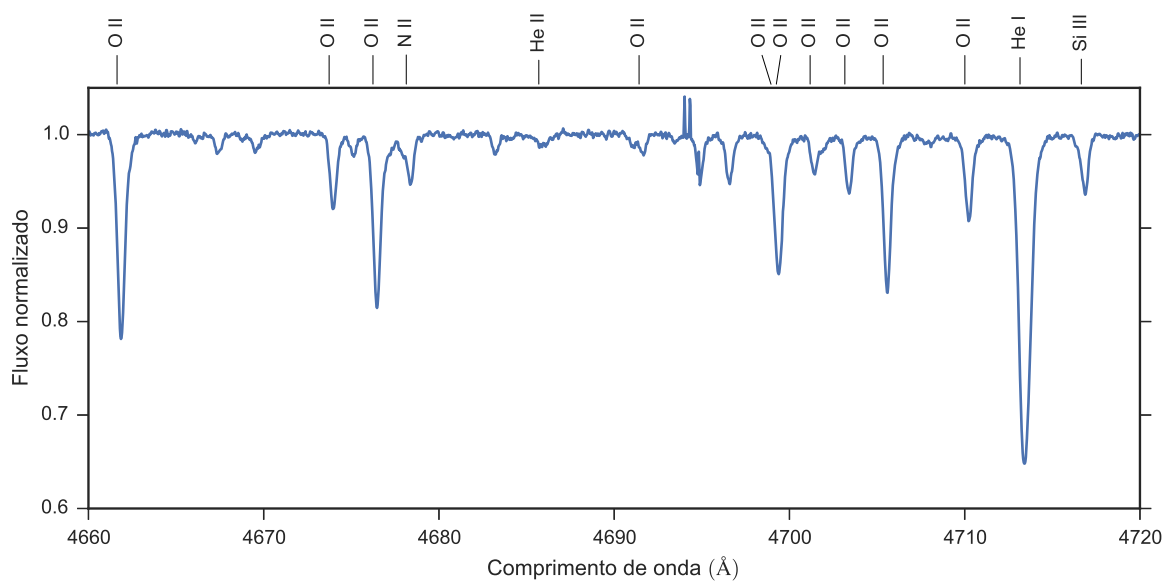


Figura A.19: Espectro da estrela HD 74575. Apenas uma faixa espectral é apresentado como exemplo.

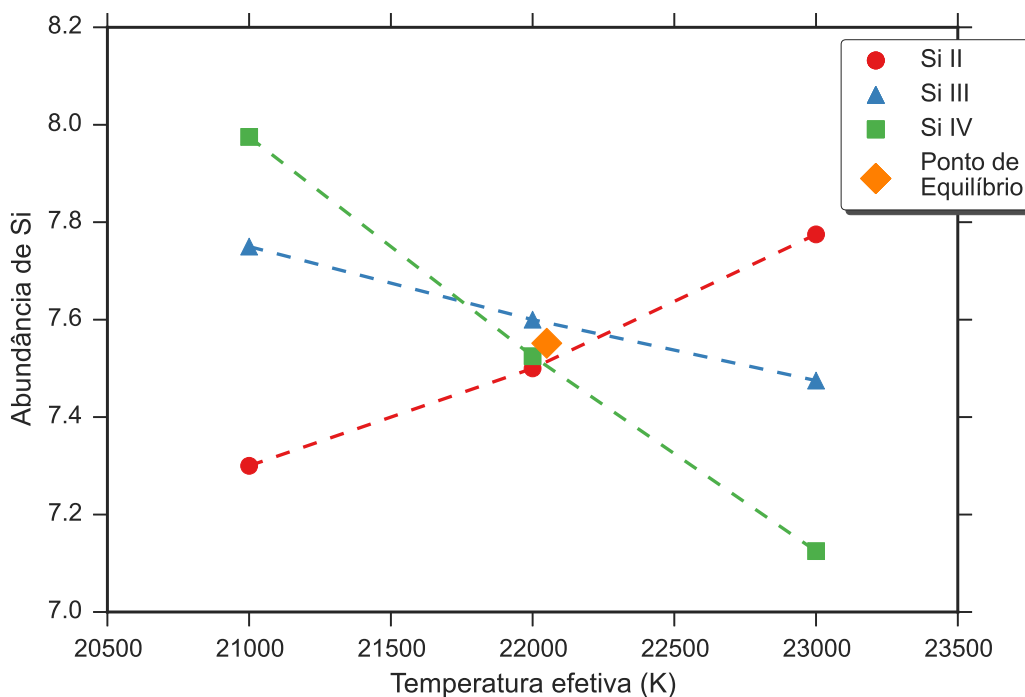


Figura A.20: Equilíbrio de ionização do silício da estrela HD 74575. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

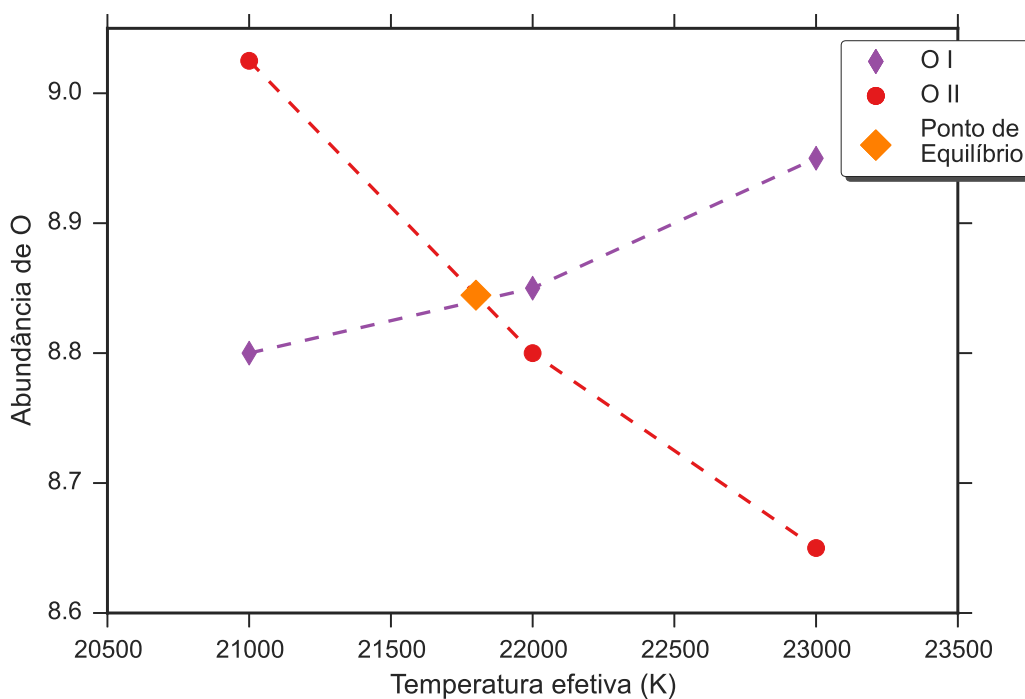


Figura A.21: Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela HD 74575. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

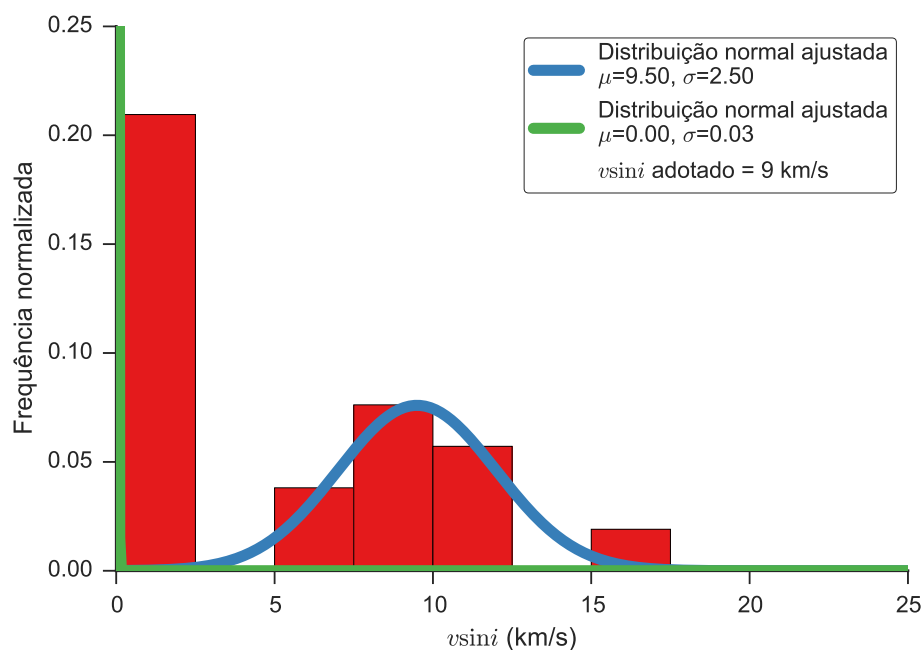


Figura A.22: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade rotacional projetada da estrela HD 74575. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

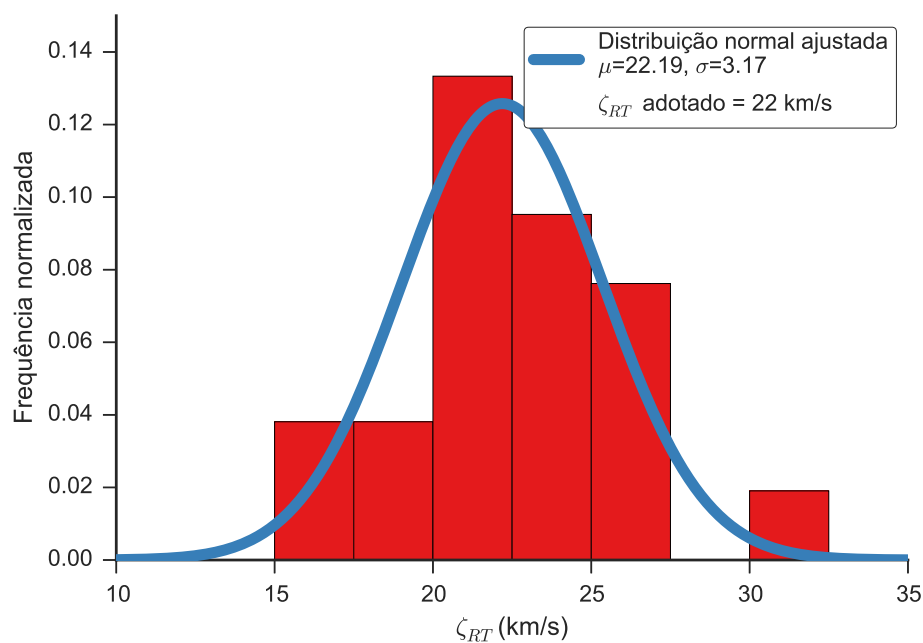


Figura A.23: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade de macroturbulência da estrela HD 74575. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.



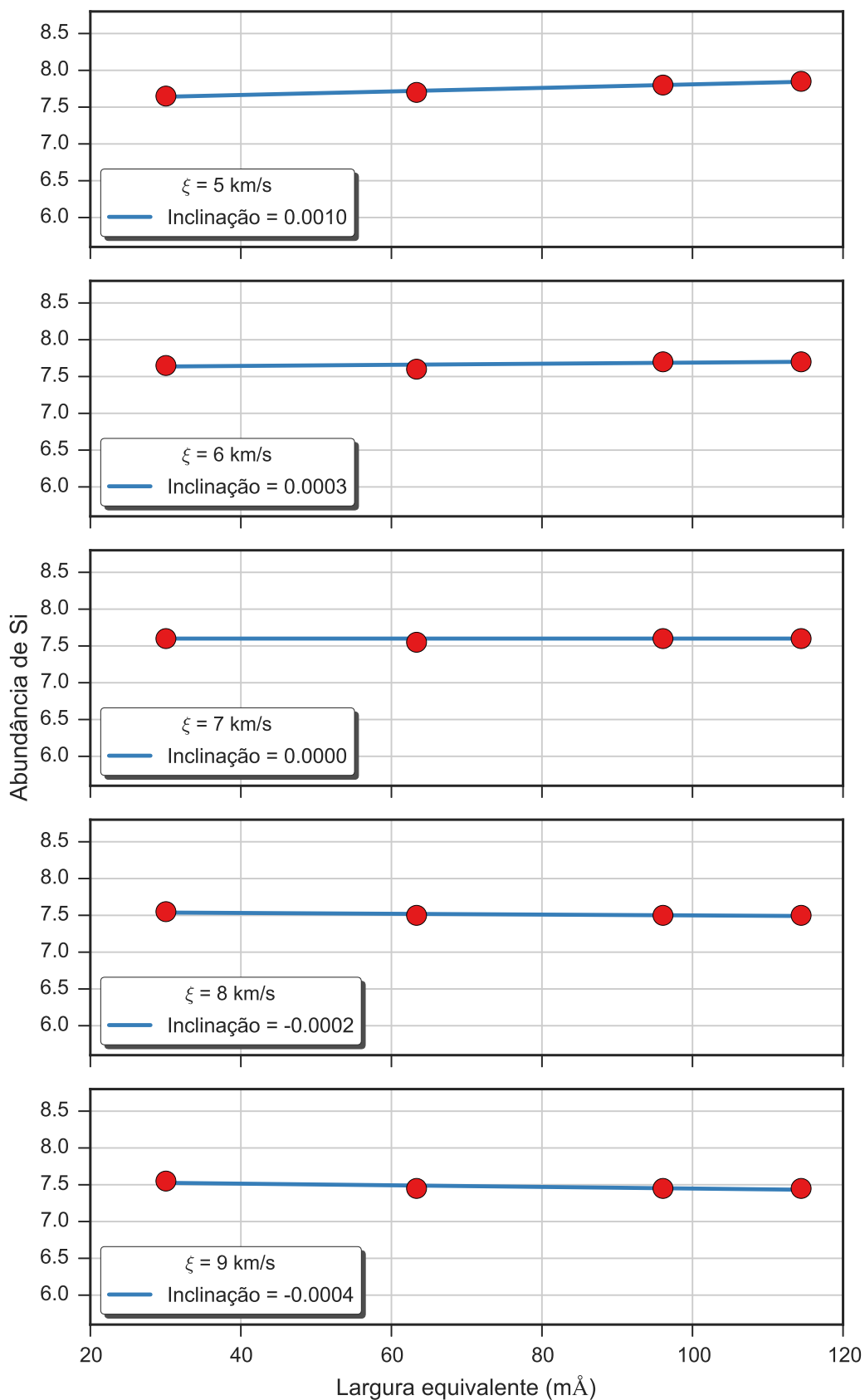


Figura A.24: Valores da abundância de silício para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela HD 74575. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

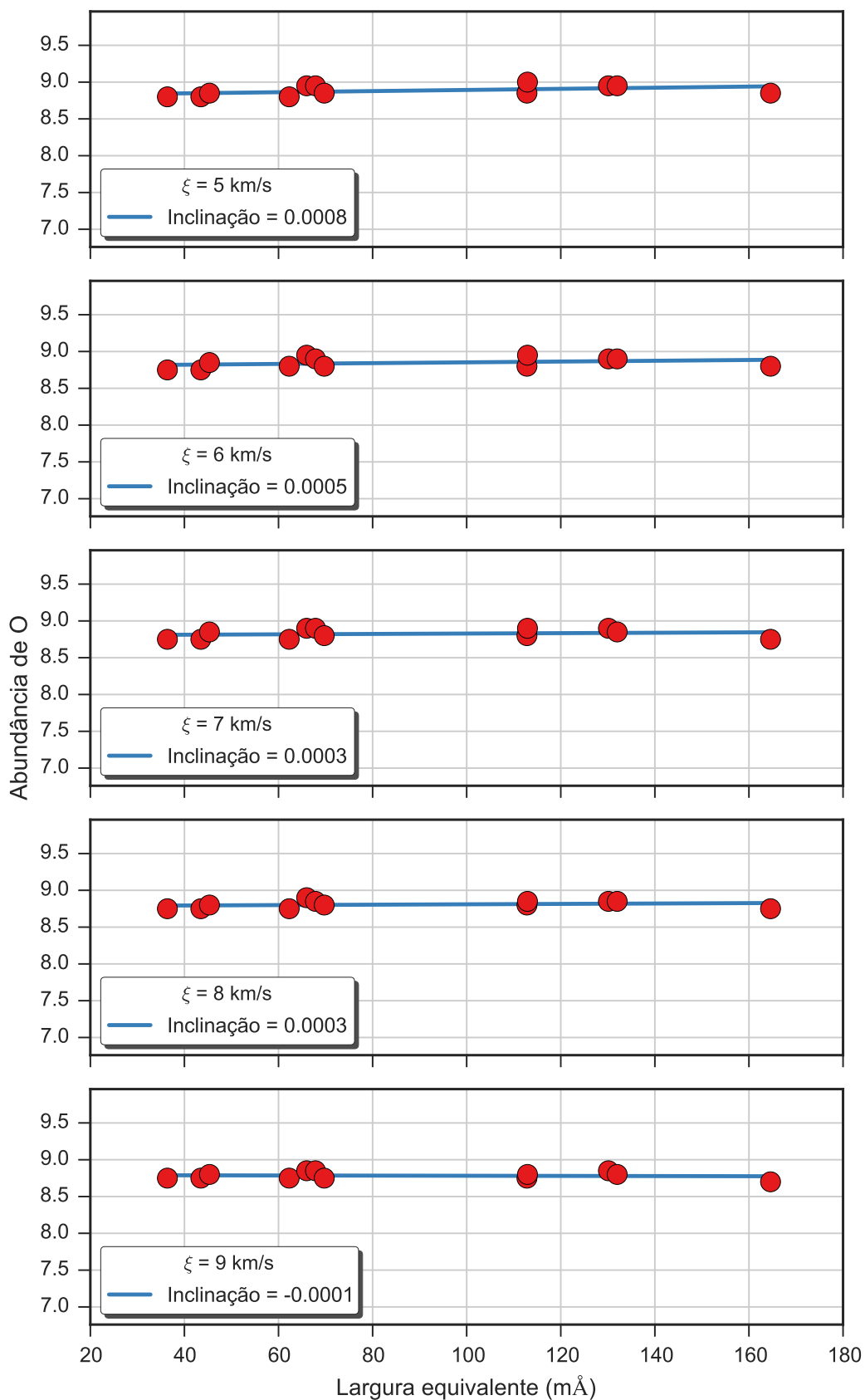


Figura A.25: Valores da abundância de oxigênio para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela HD 74575. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.



## A.2 Estrelas da amostra

### A.2.1 ALS 45

ALS 45		
$T_{ef}$	23700	K
$\log g$	3.83	dex
$v \sin i$	17	km/s
$\zeta_{RT}$	14	km/s
$\xi$	3	km/s
$\log(\epsilon)(\text{Si})$	7.18	dex
$\log(\epsilon)(\text{O})$	8.42	dex

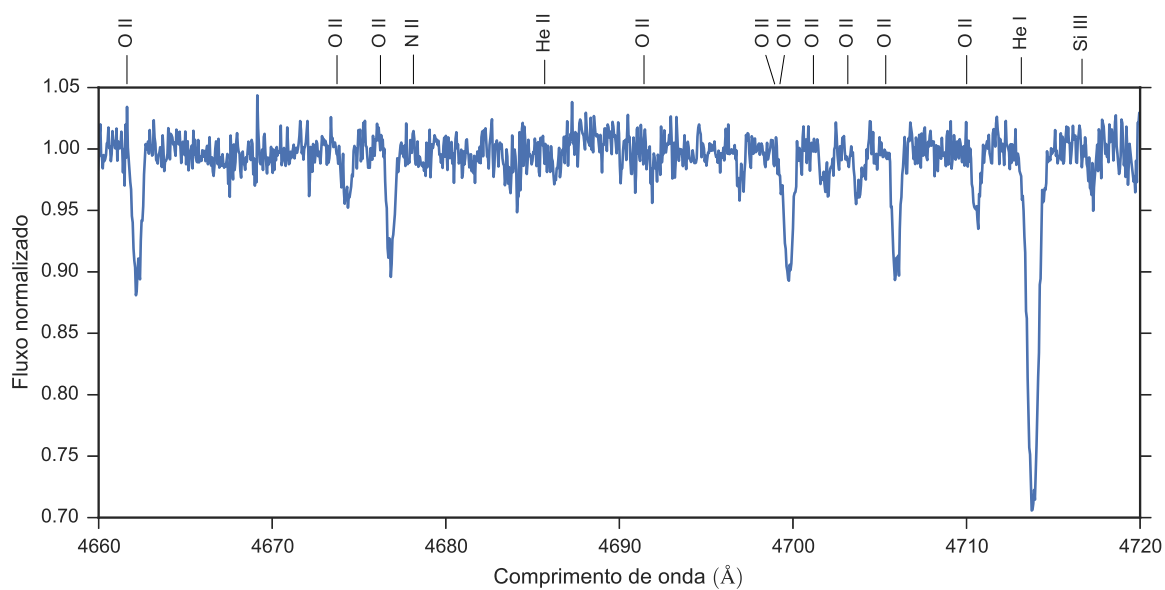


Figura A.28: Espectro da estrela ALS 45. Apenas uma faixa espectral é apresentado como exemplo.

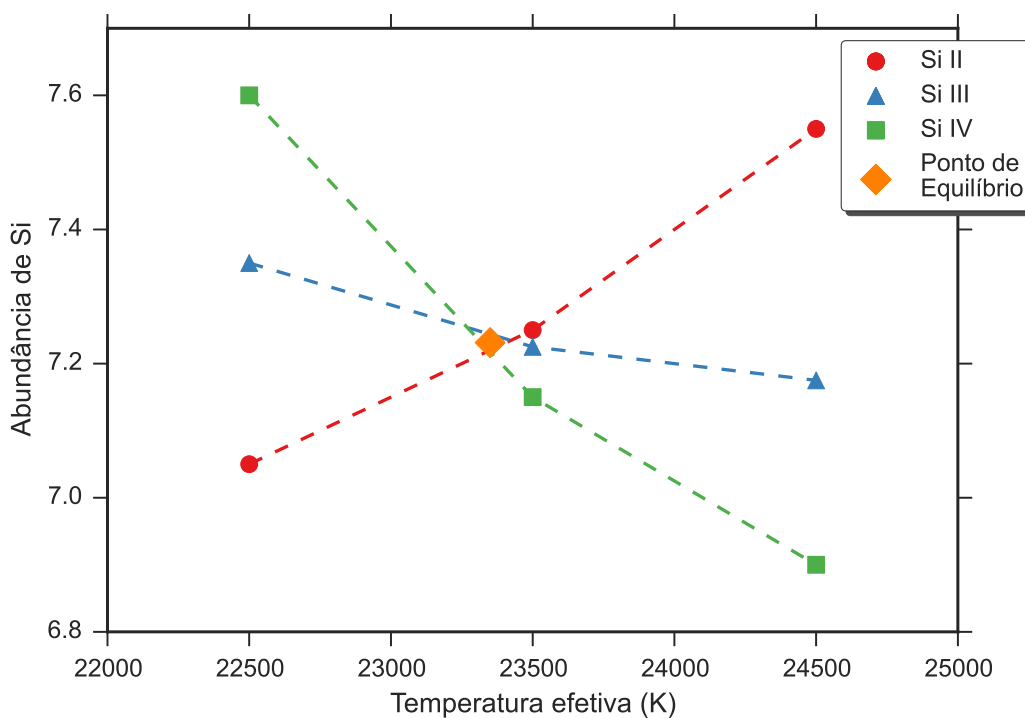


Figura A.29: Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 45. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

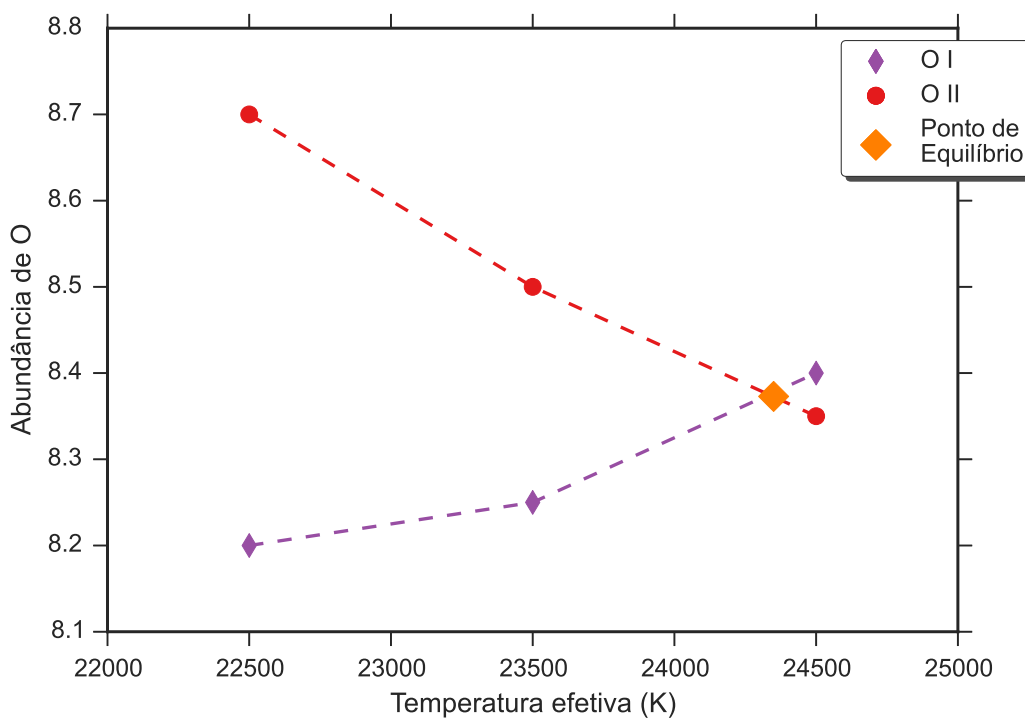


Figura A.30: Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 45. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

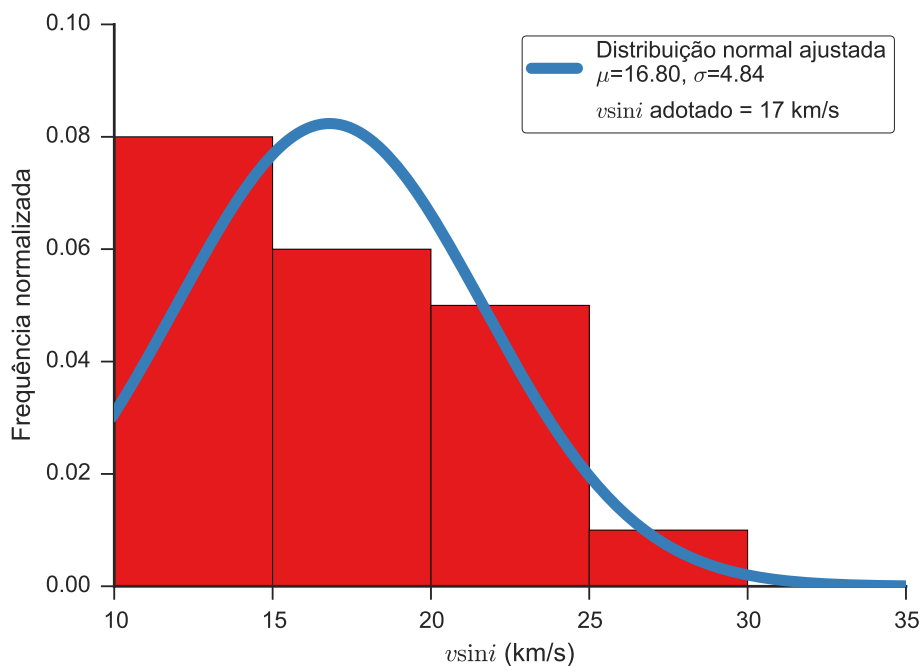


Figura A.31: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade rotacional projetada da estrela ALS 45. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

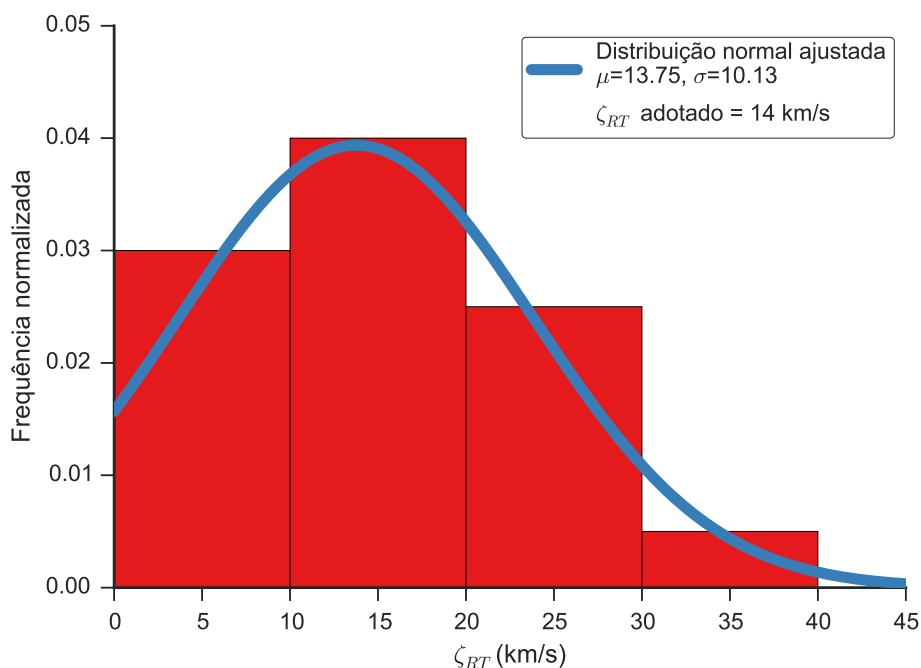


Figura A.32: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade de macroturbulência da estrela ALS 45. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

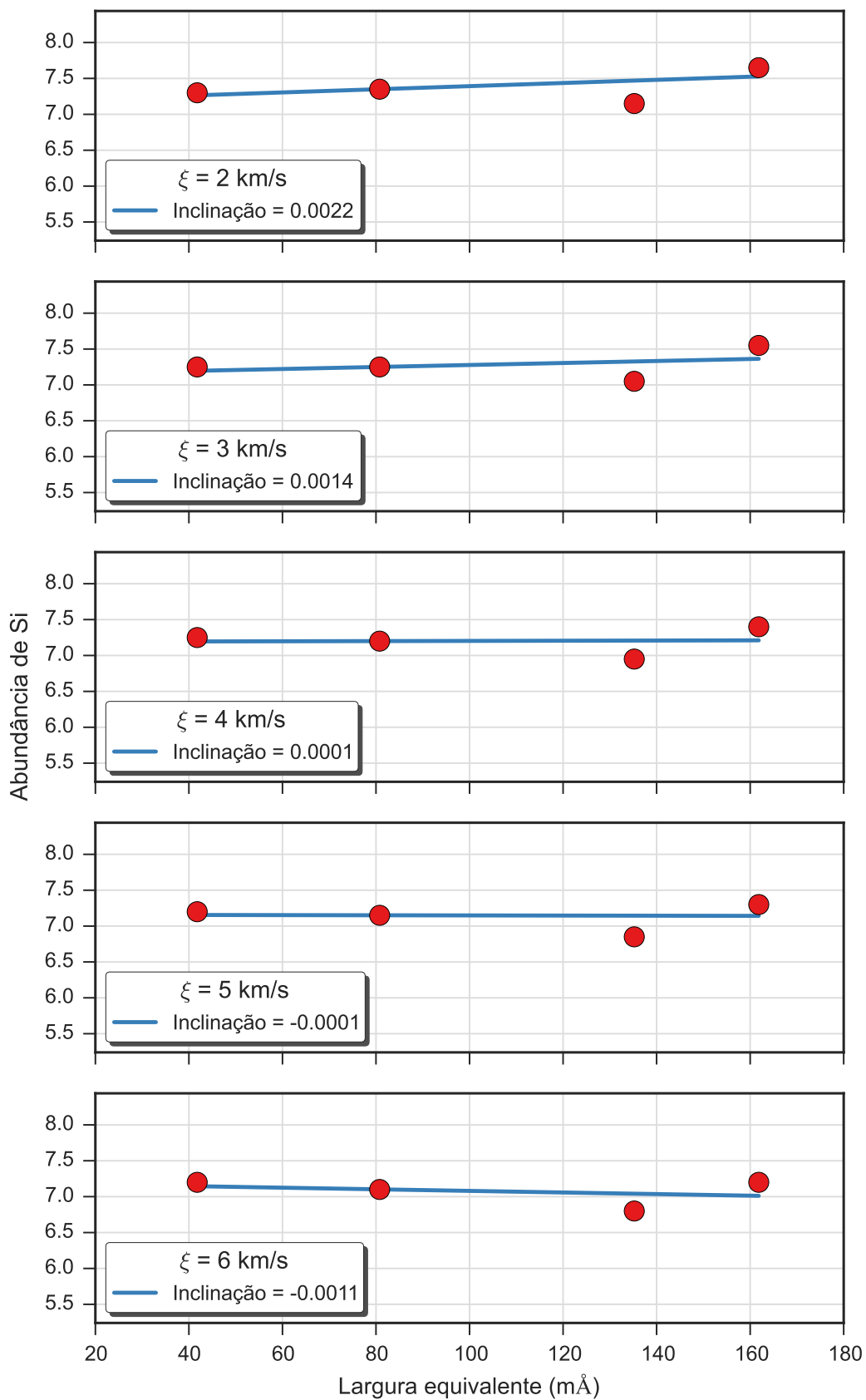


Figura A.33: Valores da abundância de silício para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 45. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

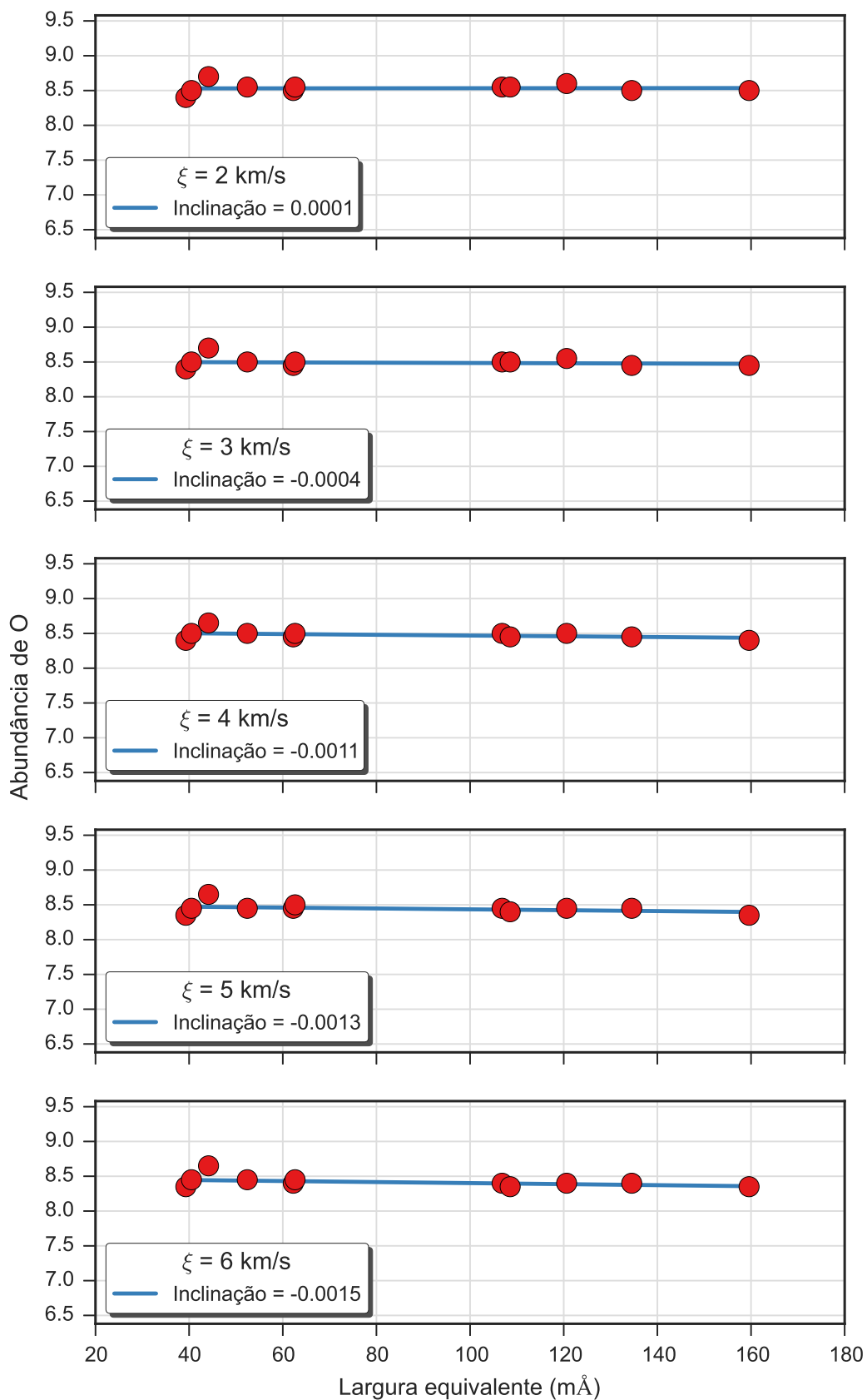


Figura A.34: Valores da abundância de oxigênio para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 45. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.



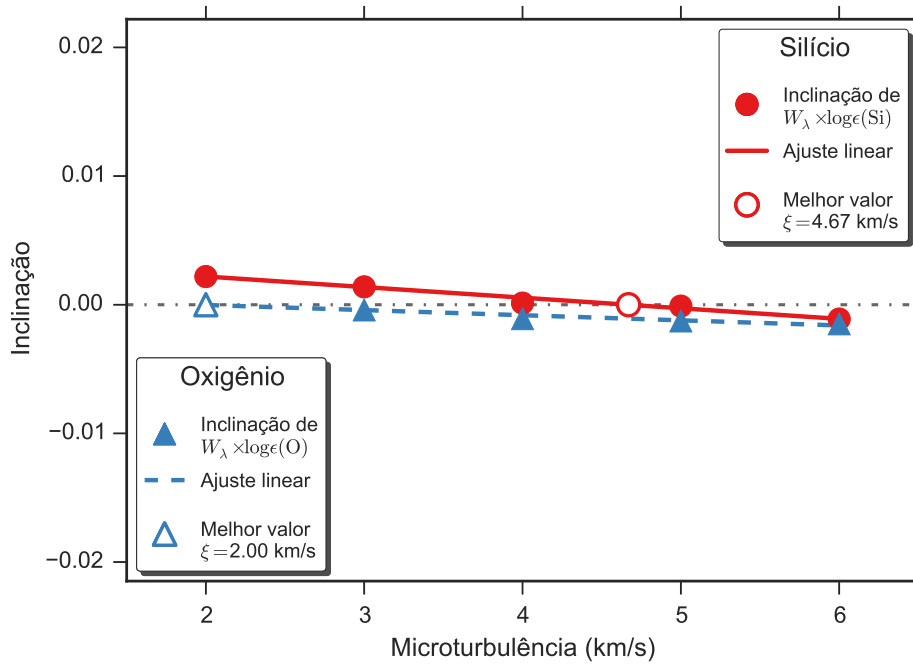


Figura A.35: Determinação do valor da velocidade de microturbulência para a estrela ALS 45 através da identificação da independência do valor da abundância com a intensidade da linha, que ocorre quando a inclinação do ajuste linear é nula. Apresentamos os resultados obtidos para o silício e oxigênio, que podem ser vistos nas Figs. A.33 e A.34, respectivamente. Os pontos preenchidos representam os valores encontrados para cada valor da velocidade de microturbulência, as retas representam ajustes lineares e os pontos preenchidos representam a posição em que a inclinação é nula.

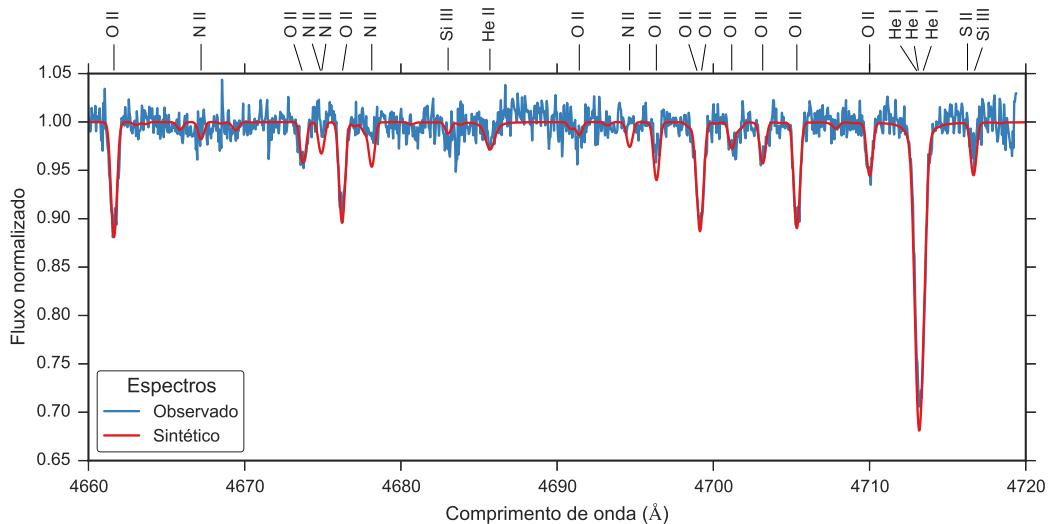


Figura A.36: Comparação entre o espectro observado da estrela ALS 45 (em azul) e o espectro sintético modelado com os parâmetros determinados para esta estrela (em vermelho).

**A.2.2 ALS 208**

ALS 208		
$T_{ef}$	26800	K
$\log g$	4.08	dex
$v \sin i$	21	km/s
$\zeta_{RT}$	6	km/s
$\xi$	0	km/s
$\log(\epsilon)(\text{Si})$	7.48	dex
$\log(\epsilon)(\text{O})$	8.74	dex

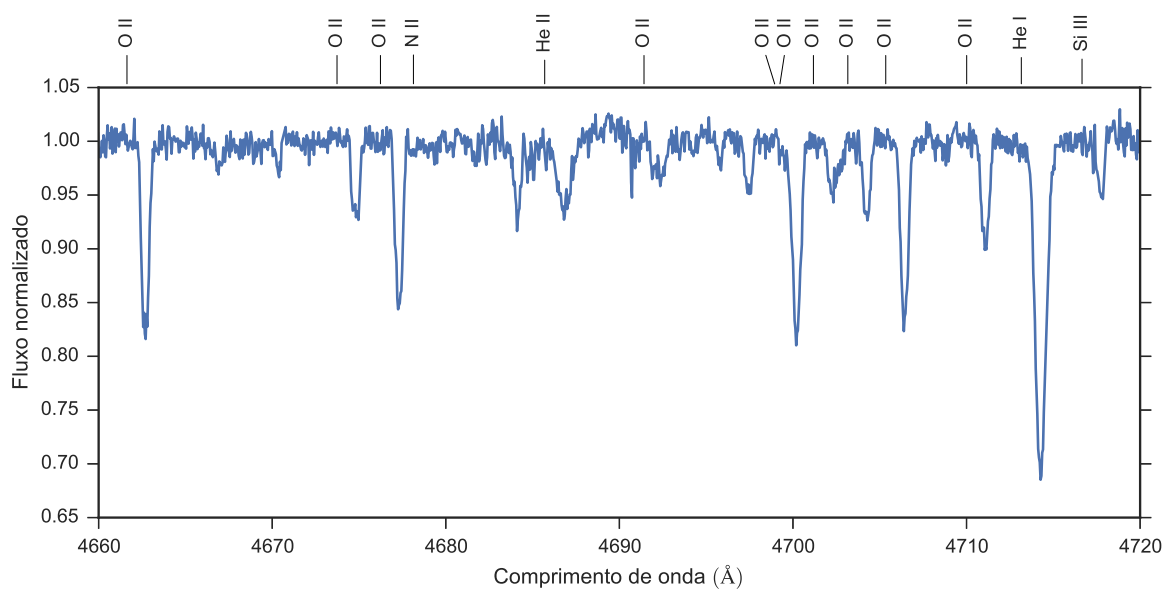


Figura A.37: Espectro da estrela ALS 208. Apenas uma faixa espectral é apresentado como exemplo.

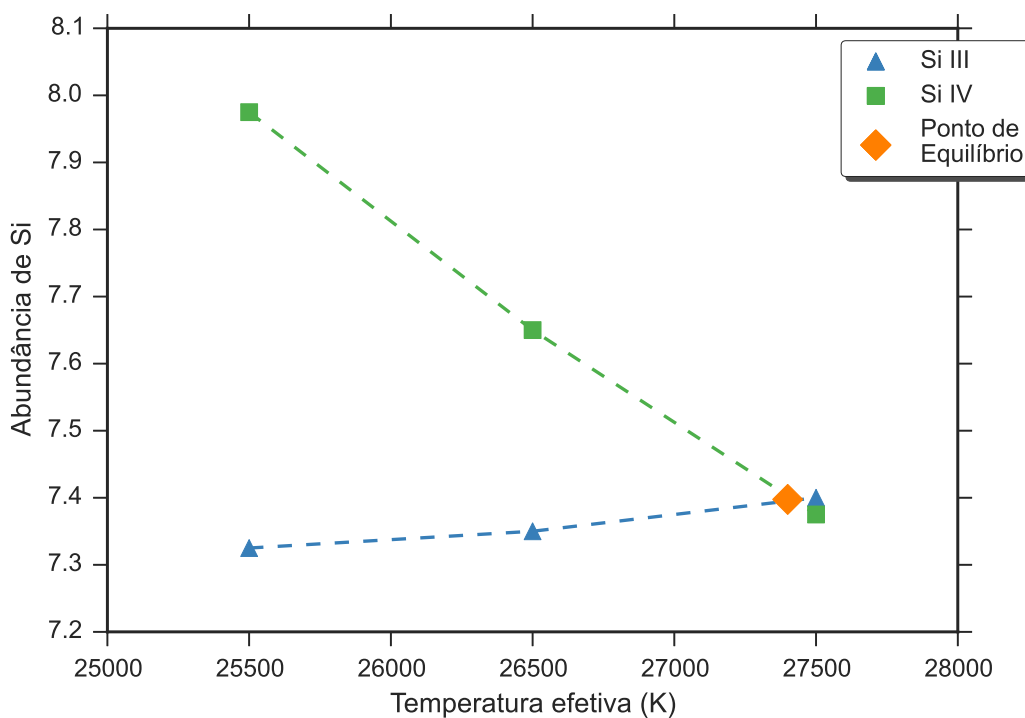


Figura A.38: Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 208. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

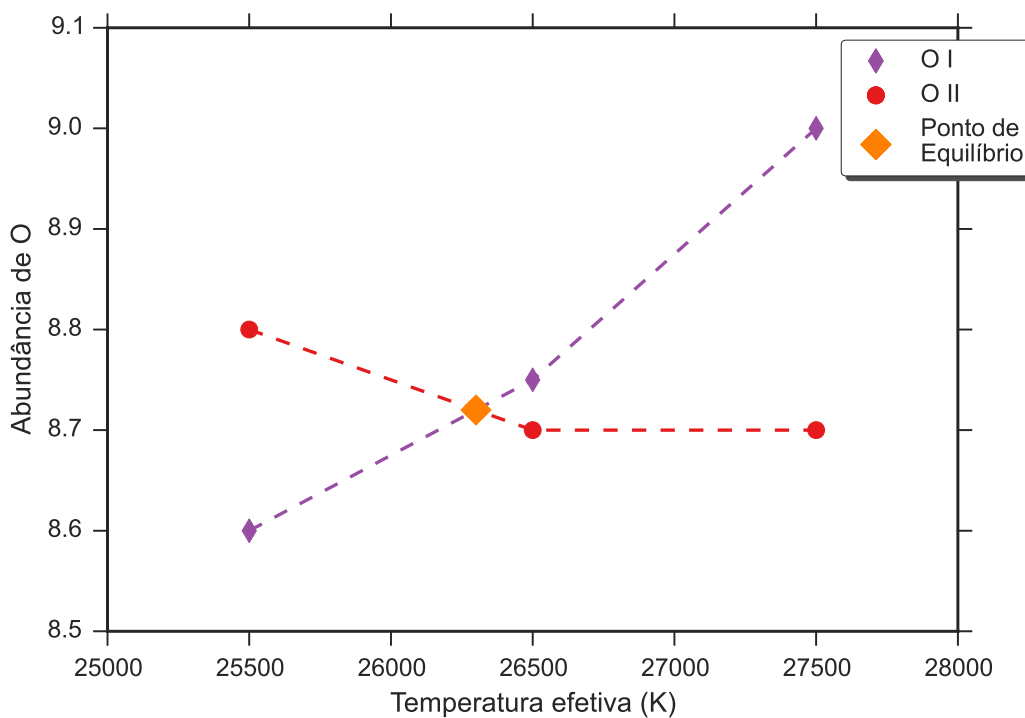


Figura A.39: Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 208. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

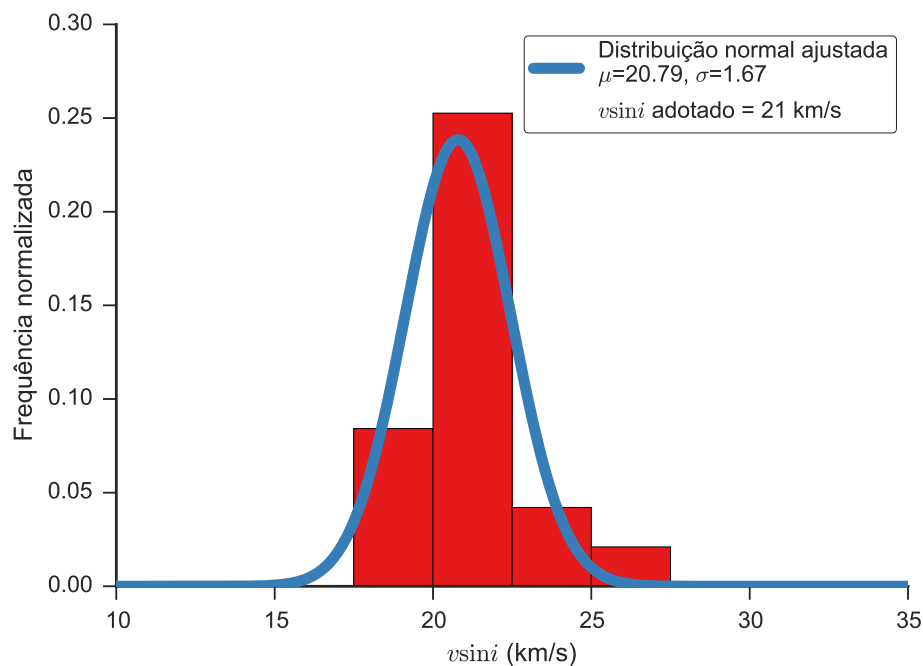


Figura A.40: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade rotacional projetada da estrela ALS 208. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

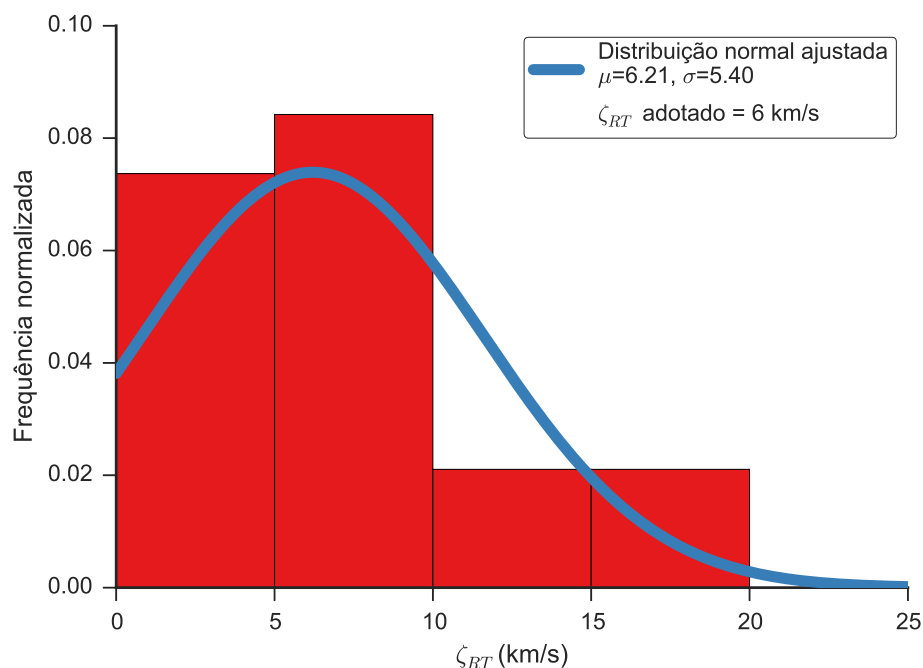


Figura A.41: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade de macroturbulência da estrela ALS 208. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

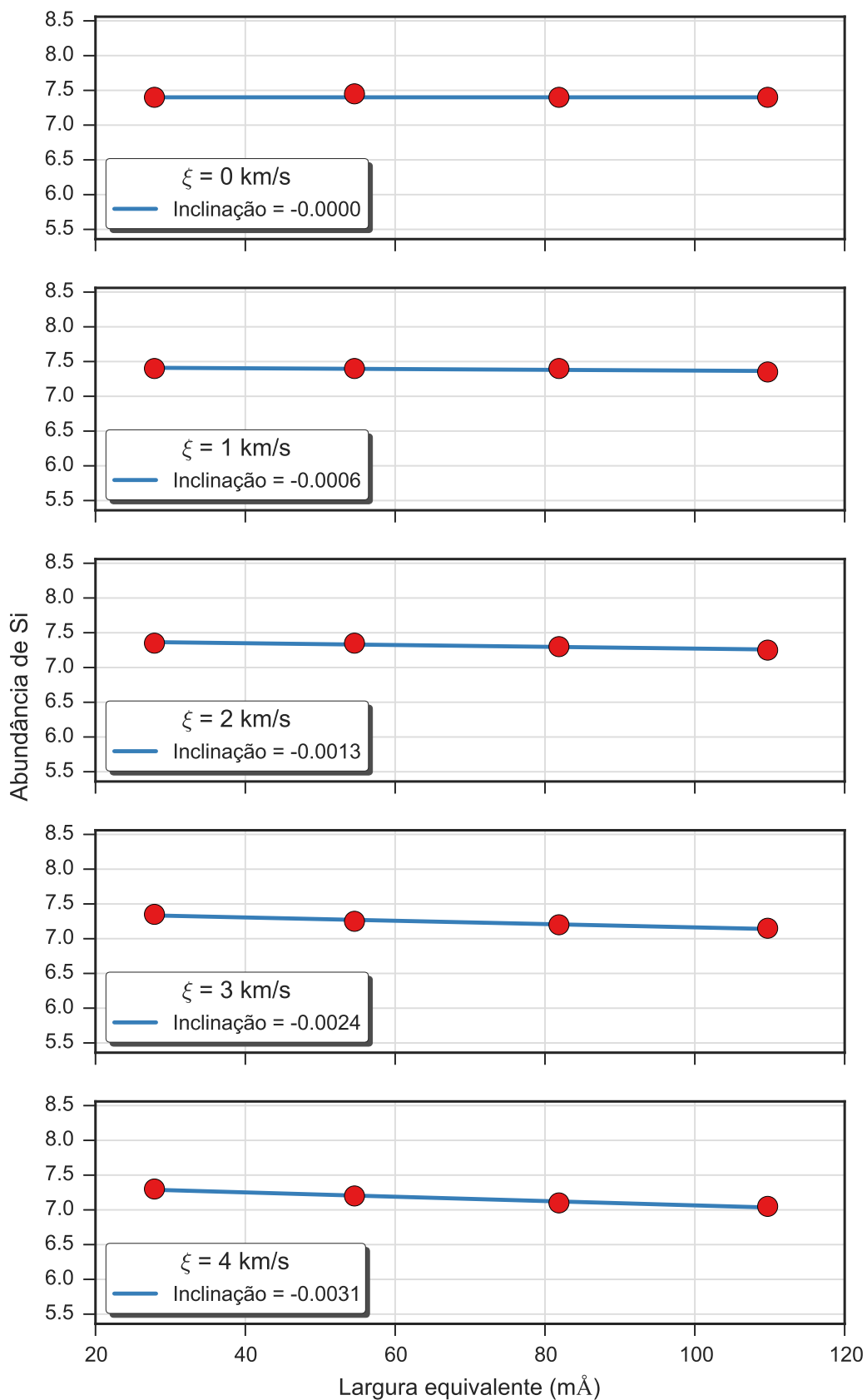


Figura A.42: Valores da abundância de silício para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 208. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

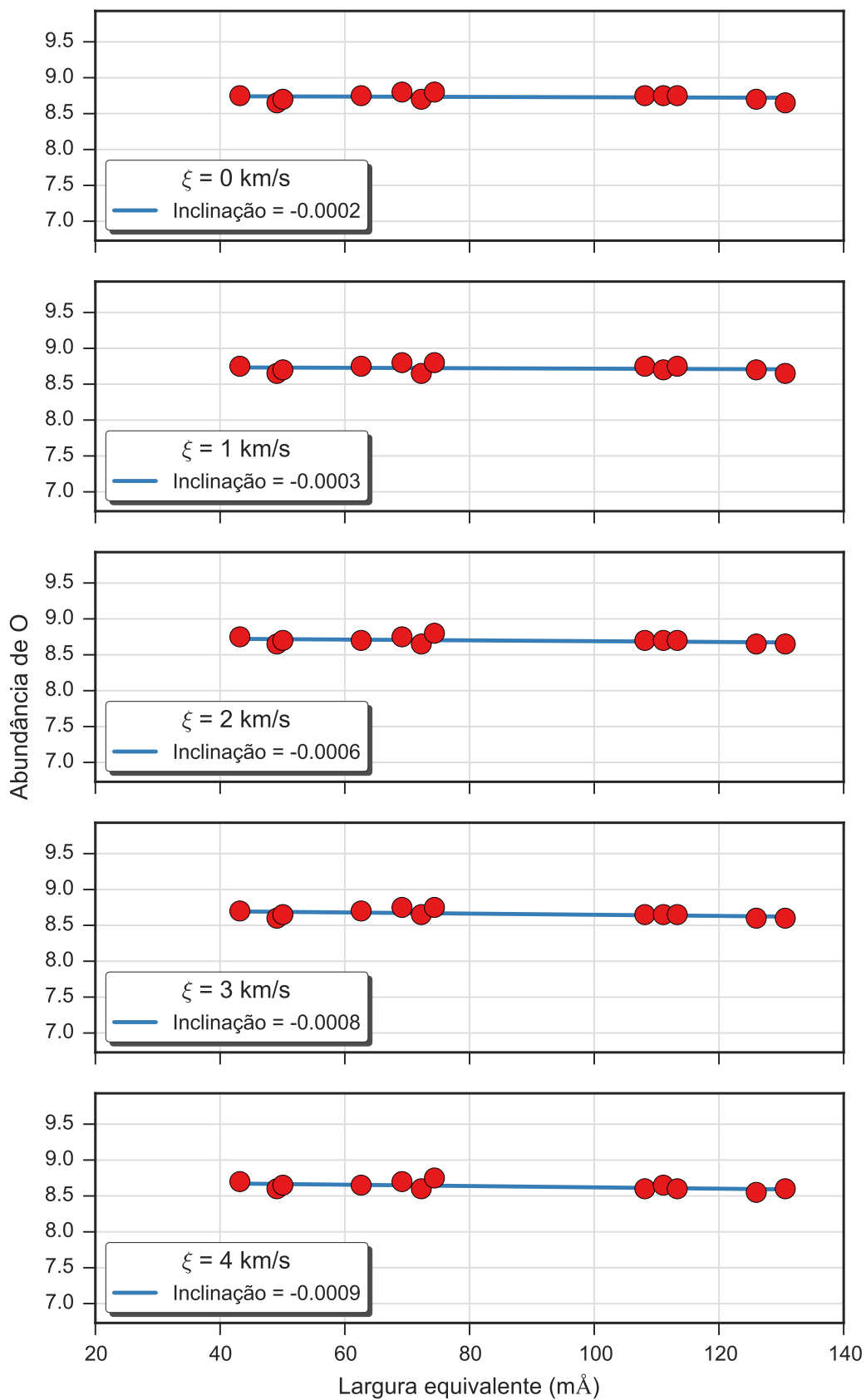


Figura A.43: Valores da abundância de oxigênio para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 208. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

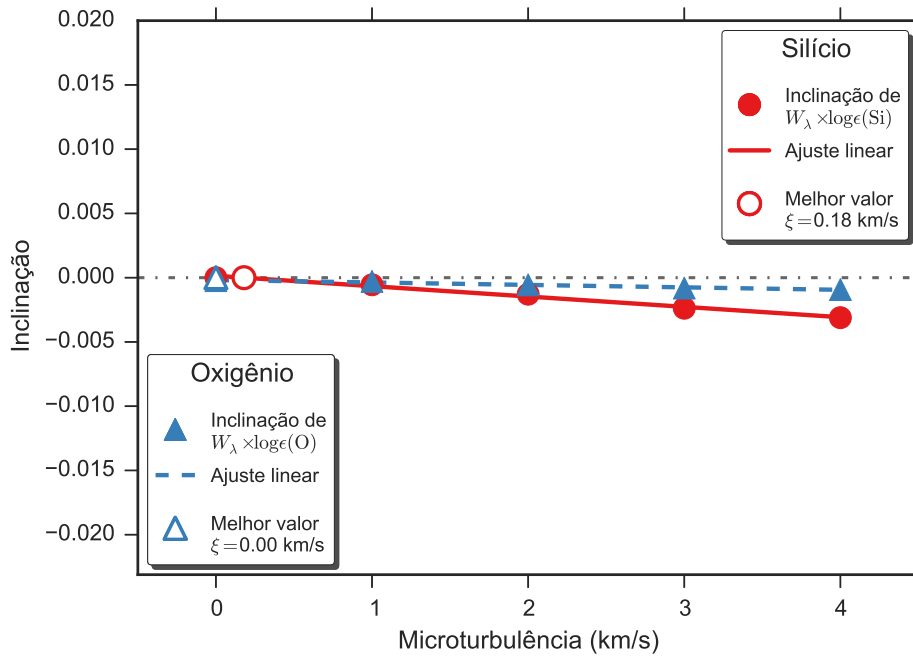


Figura A.44: Determinação do valor da velocidade de microturbulência para a estrela ALS 208 através da identificação da independência do valor da abundância com a intensidade da linha, que ocorre quando a inclinação do ajuste linear é nula. Apresentamos os resultados obtidos para o silício e oxigênio, que podem ser vistos nas Figs. A.42 e A.43, respectivamente. Os pontos preenchidos representam os valores encontrados para cada valor da velocidade de microturbulência, as retas representam ajustes lineares e os pontos preenchidos representam a posição em que a inclinação é nula.

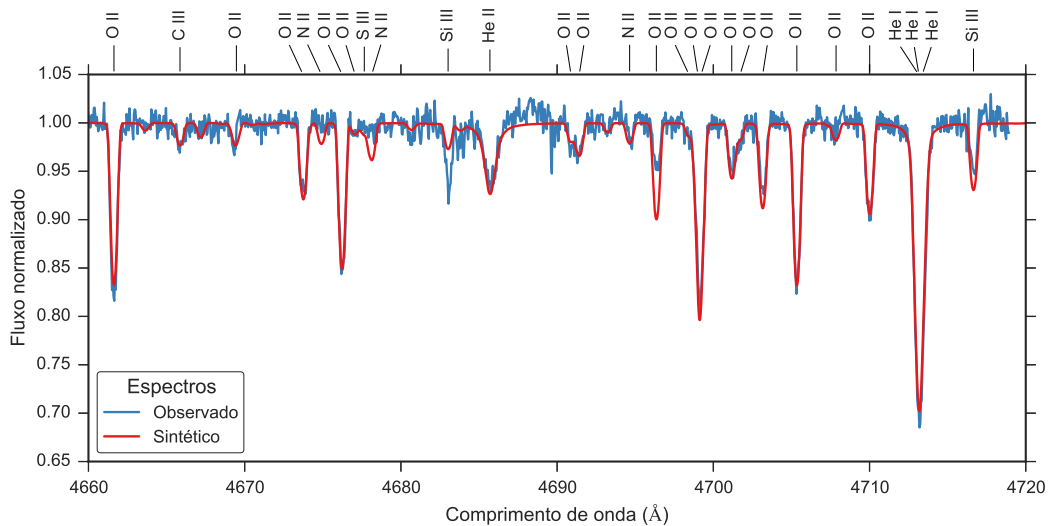


Figura A.45: Comparação entre o espectro observado da estrela ALS 208 (em azul) e o espectro sintético modelado com os parâmetros determinados para esta estrela (em vermelho).

**A.2.3 ALS 384**

ALS 384		
$T_{ef}$	23600	K
$\log g$	3.85	dex
$v \sin i$	26	km/s
$\zeta_{RT}$	13	km/s
$\xi$	0	km/s
$\log(\epsilon)(\text{Si})$	7.5	dex
$\log(\epsilon)(\text{O})$	8.71	dex

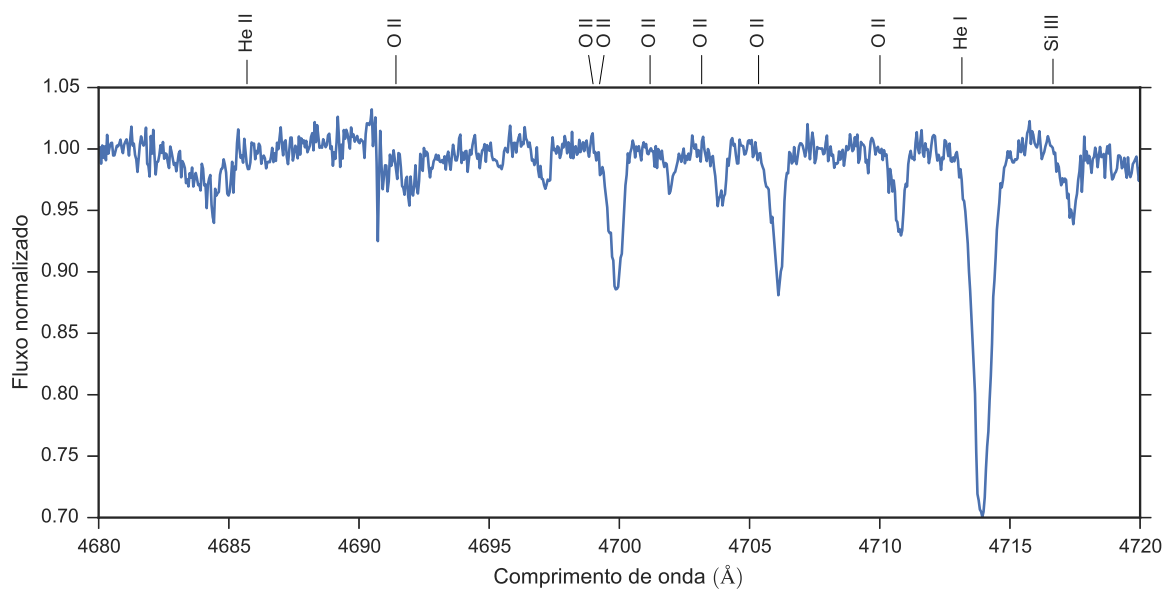


Figura A.46: Espectro da estrela ALS 384. Apenas uma faixa espectral é apresentado como exemplo.



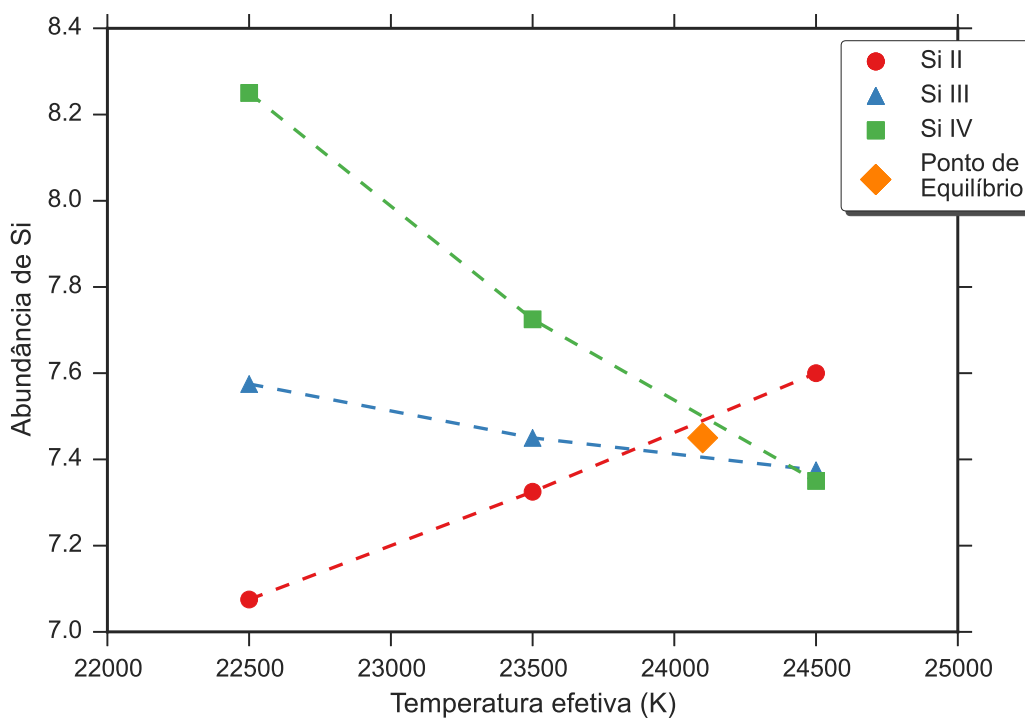


Figura A.47: Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 384. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

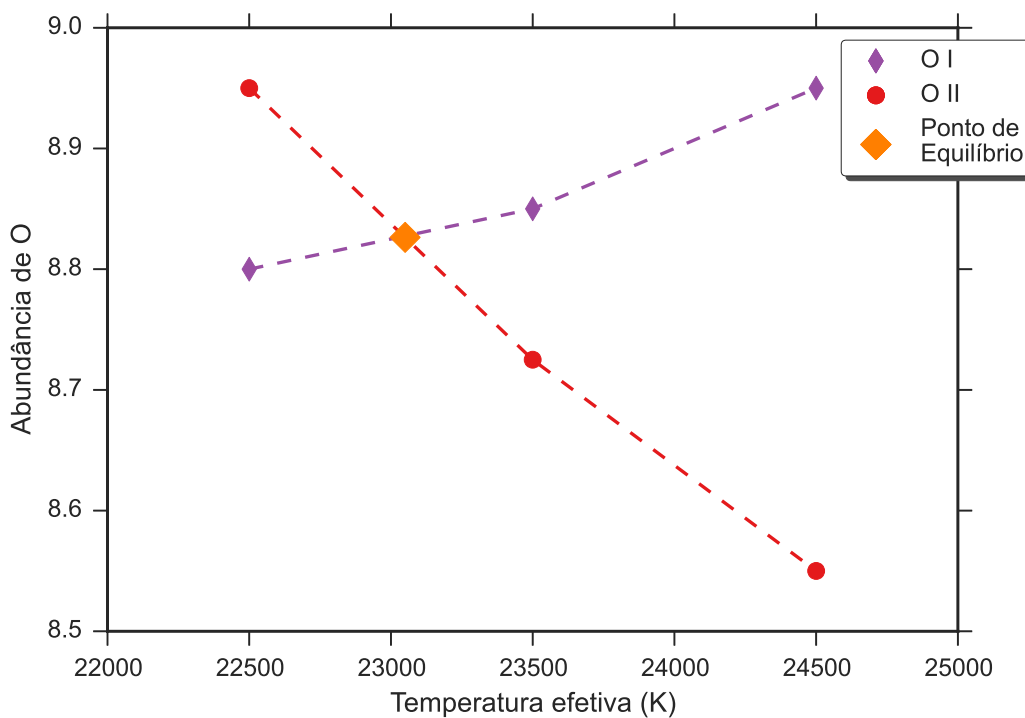


Figura A.48: Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 384. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

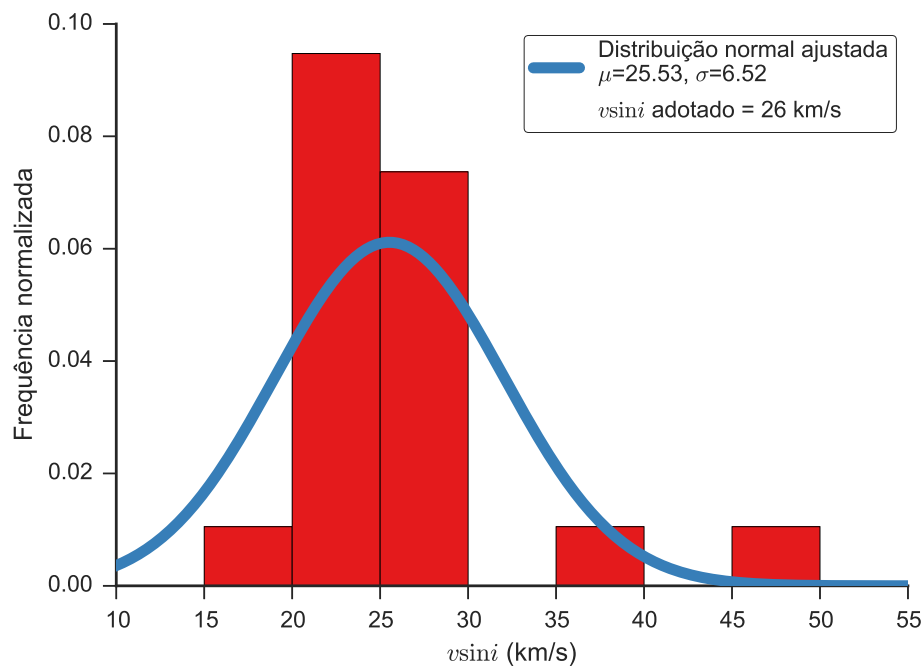


Figura A.49: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade rotacional projetada da estrela ALS 384. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

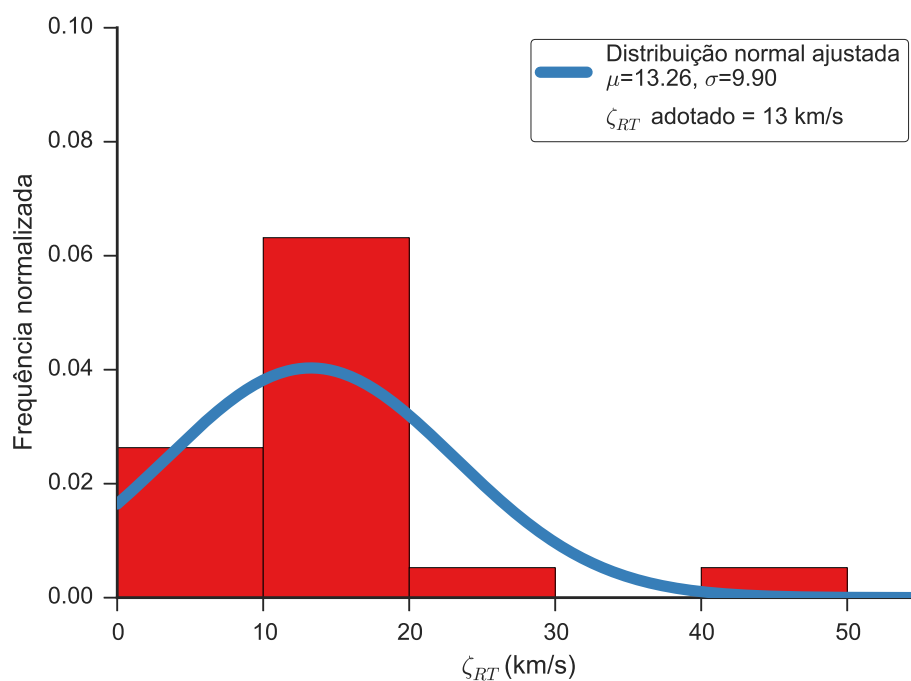


Figura A.50: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade de macroturbulência da estrela ALS 384. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

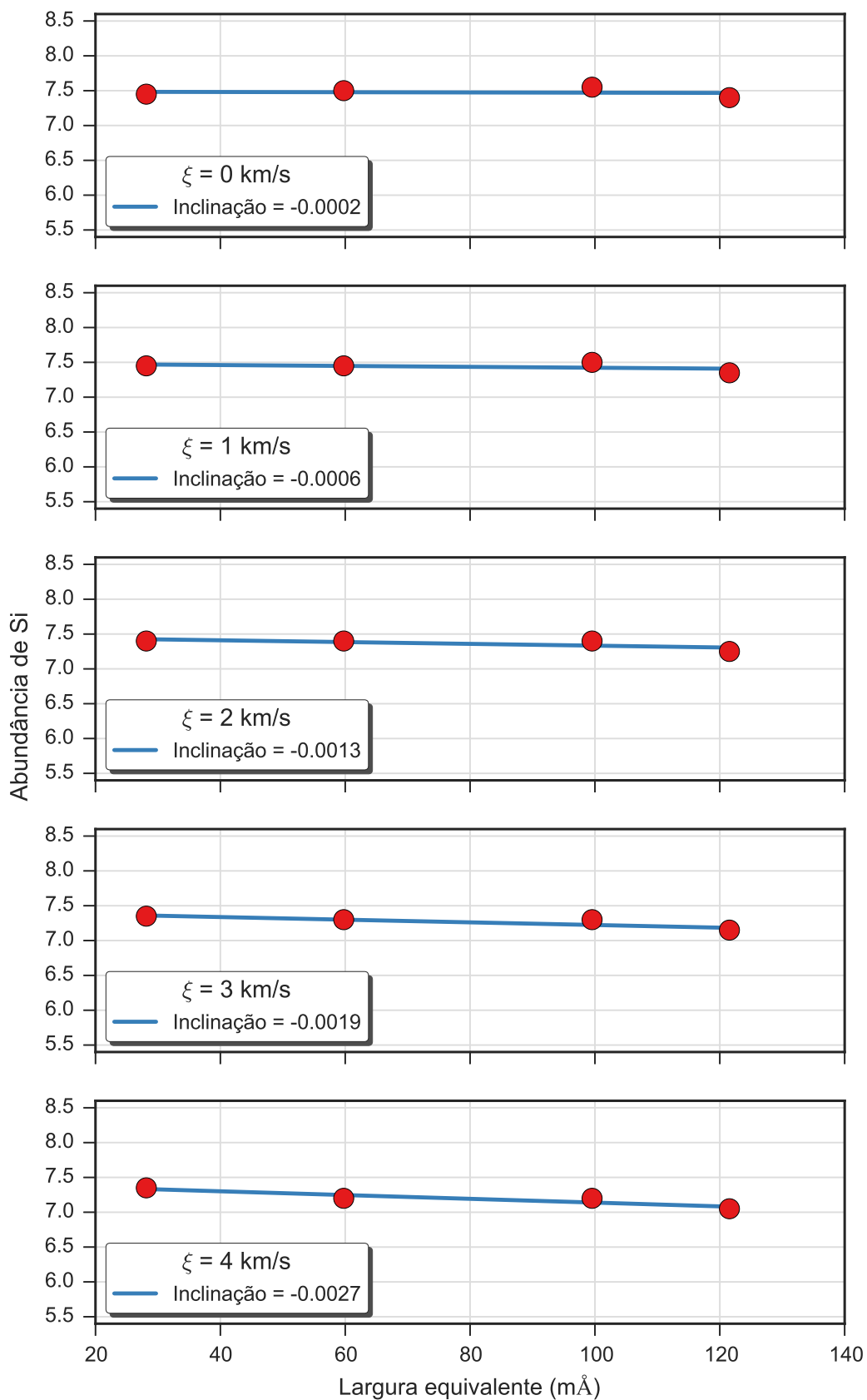


Figura A.51: Valores da abundância de silício para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 384. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

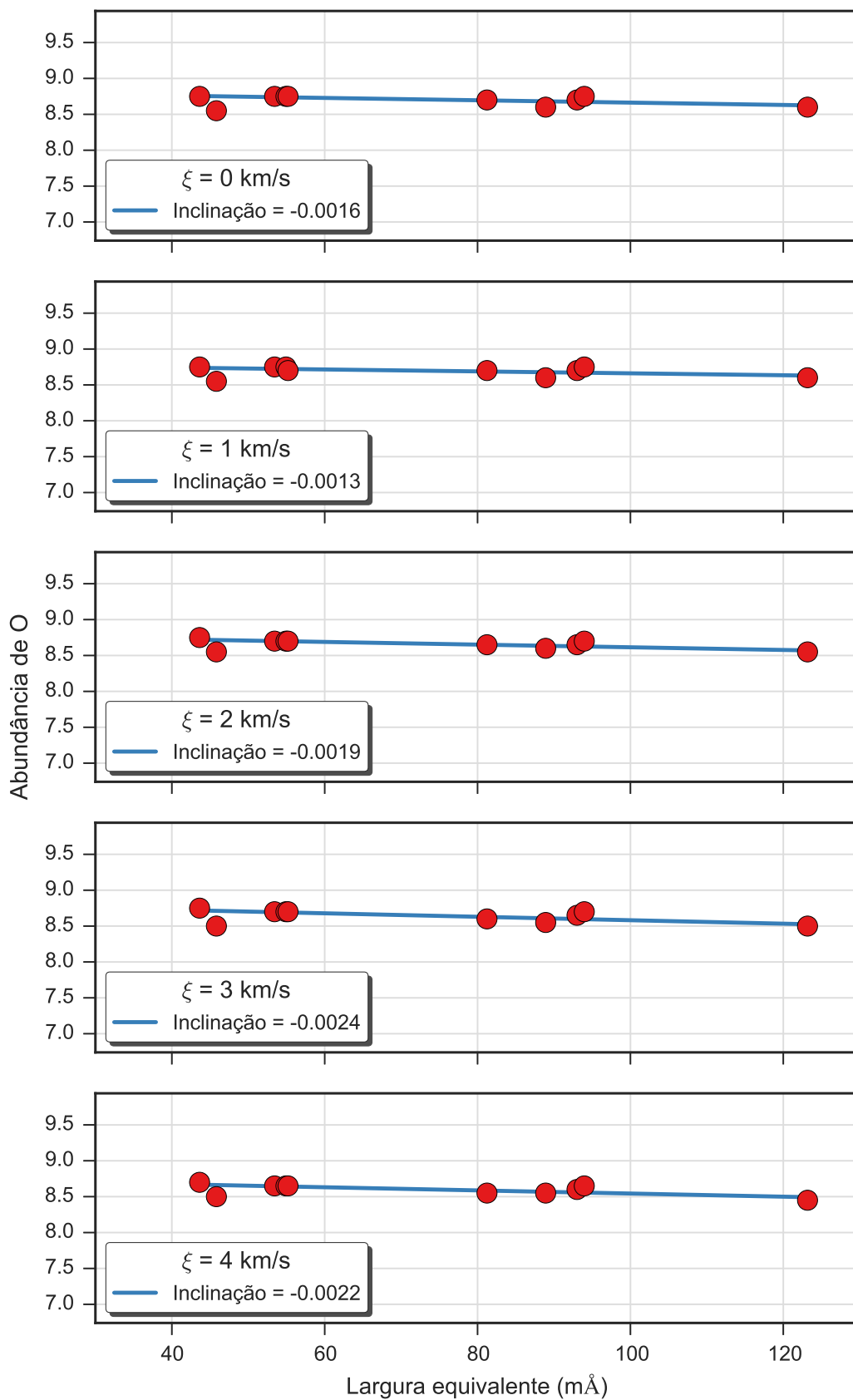


Figura A.52: Valores da abundância de oxigênio para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 384. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

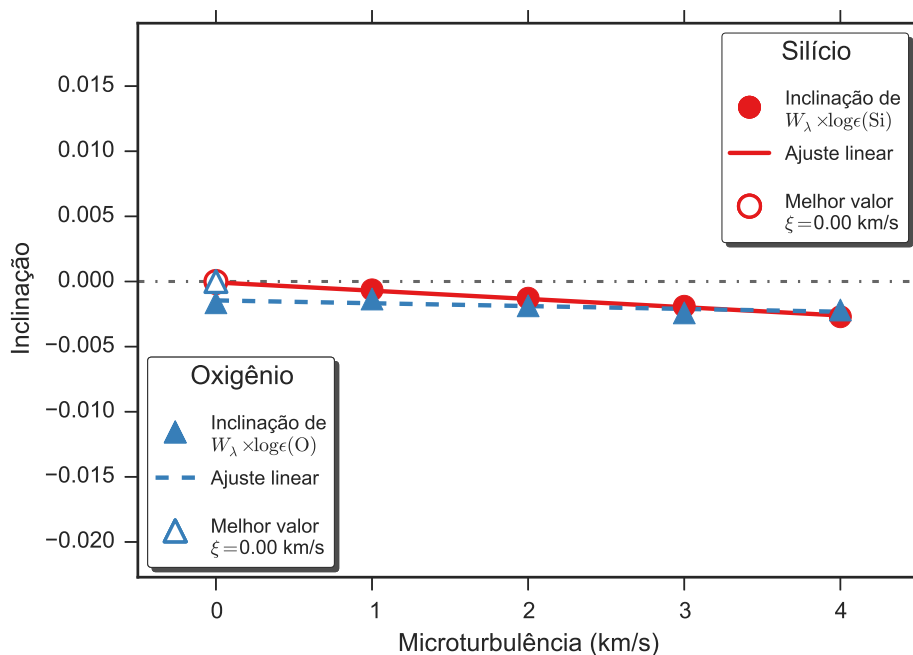


Figura A.53: Determinação do valor da velocidade de microturbulência para a estrela ALS 384 através da identificação da independência do valor da abundância com a intensidade da linha, que ocorre quando a inclinação do ajuste linear é nula. Apresentamos os resultados obtidos para o silício e oxigênio, que podem ser vistos nas Figs. A.51 e A.52, respectivamente. Os pontos preenchidos representam os valores encontrados para cada valor da velocidade de microturbulência, as retas representam ajustes lineares e os pontos preenchidos representam a posição em que a inclinação é nula.

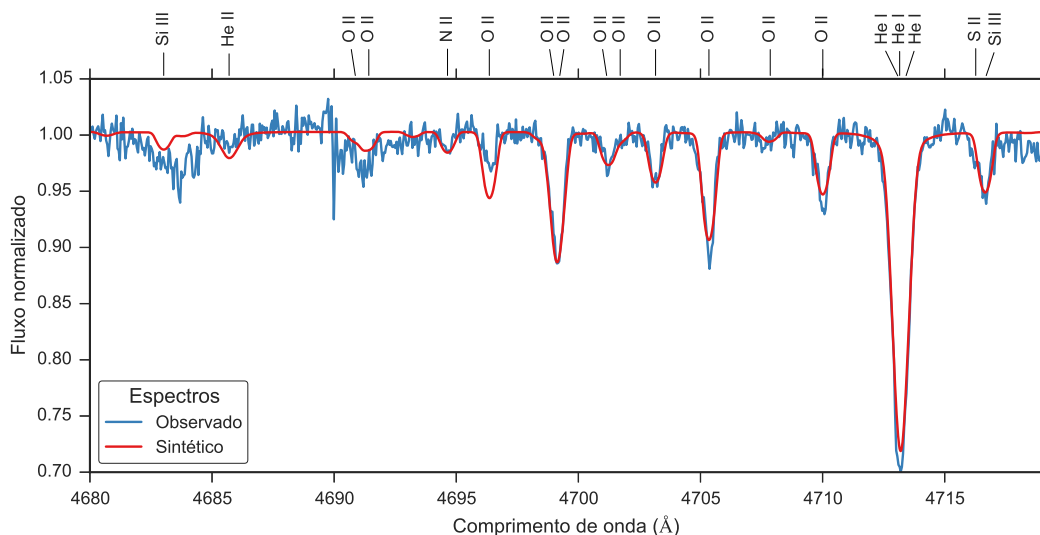


Figura A.54: Comparação entre o espectro observado da estrela ALS 384 (em azul) e o espectro sintético modelado com os parâmetros determinados para esta estrela (em vermelho).

**A.2.4 ALS 404**

ALS 404		
$T_{ef}$	22500	K
$\log g$	3.77	dex
$v \sin i$	39	km/s
$\zeta_{RT}$	20	km/s
$\xi$	2	km/s
$\log(\epsilon)(\text{Si})$	7.59	dex
$\log(\epsilon)(\text{O})$	8.7	dex

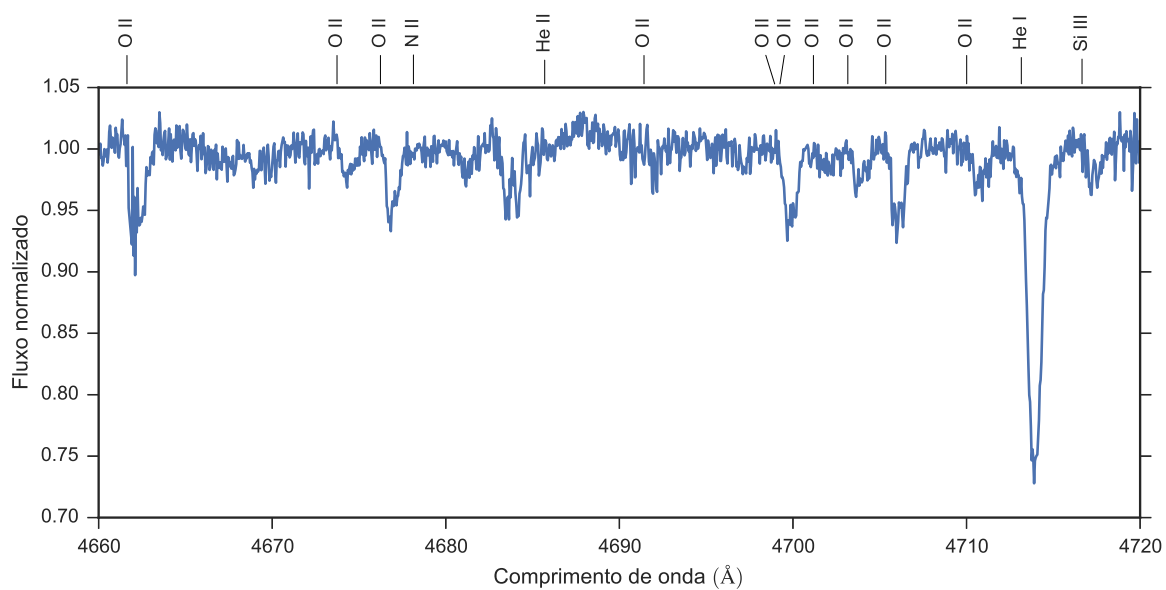


Figura A.55: Espectro da estrela ALS 404. Apenas uma faixa espectral é apresentado como exemplo.

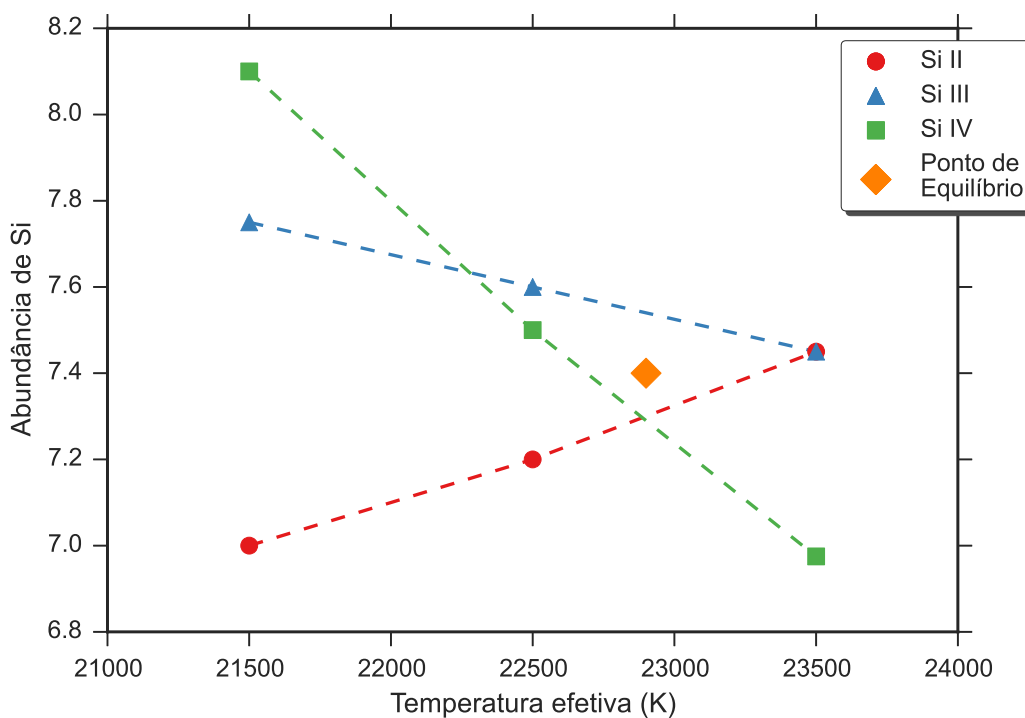


Figura A.56: Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 404. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

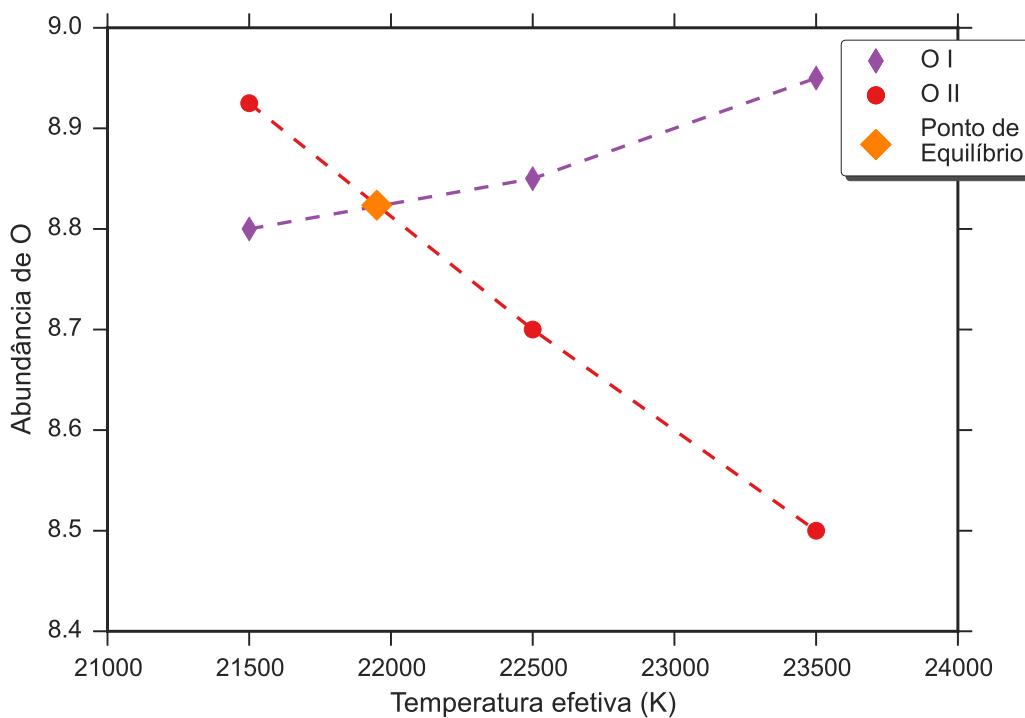


Figura A.57: Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 404. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

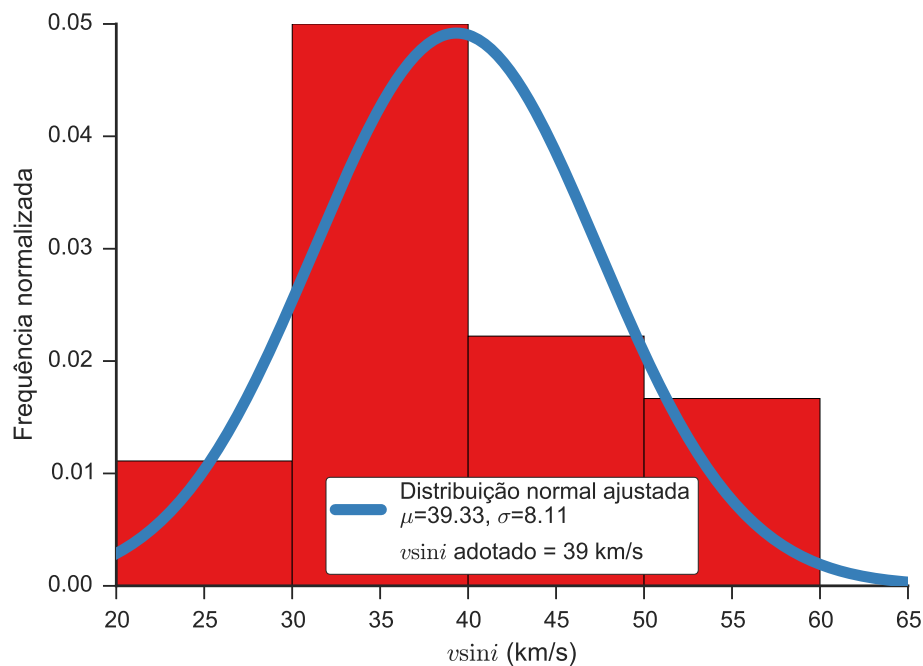


Figura A.58: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade rotacional projetada da estrela ALS 404. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

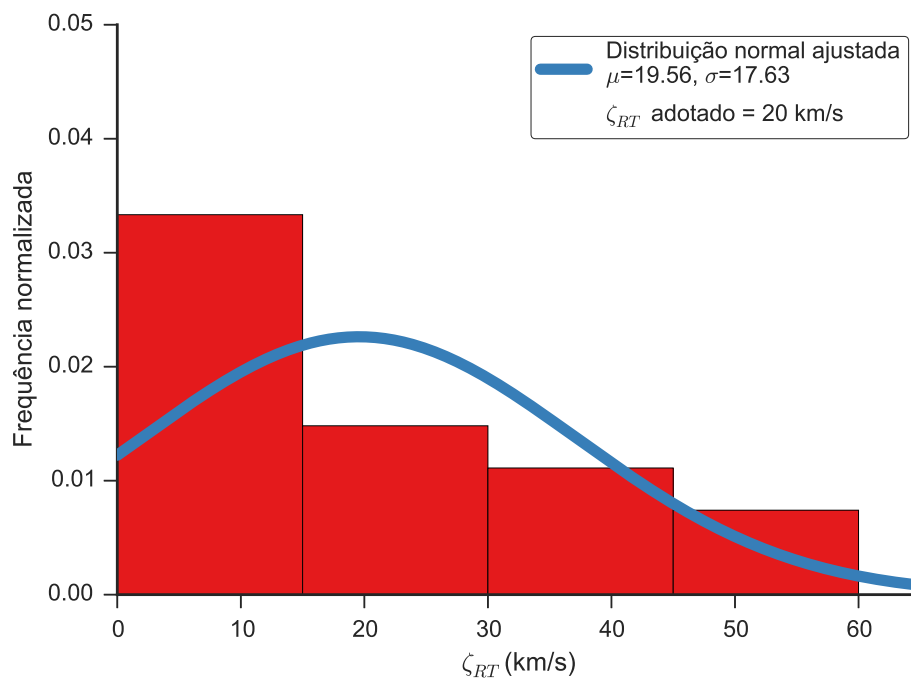


Figura A.59: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade de macroturbulência da estrela ALS 404. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.



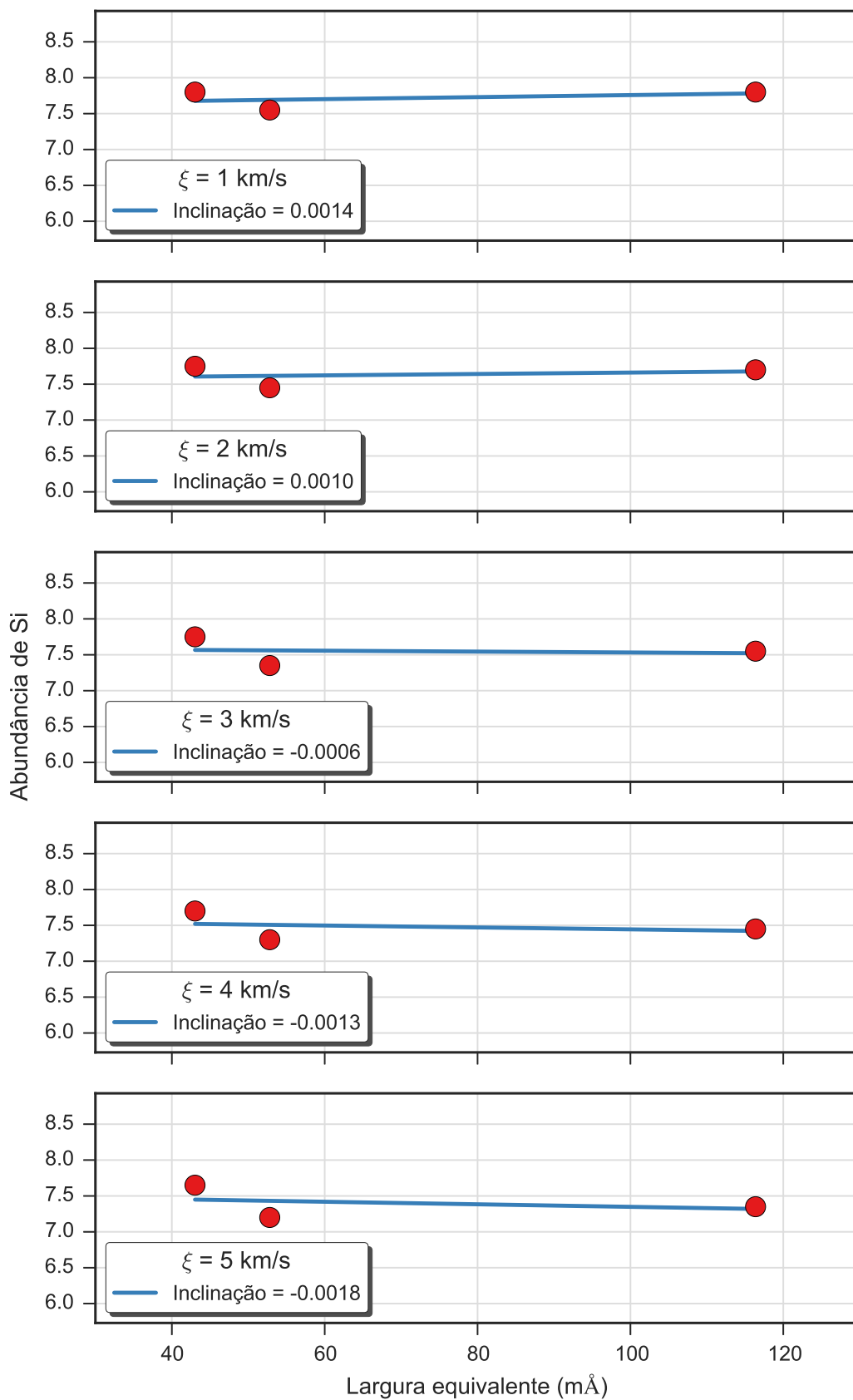


Figura A.60: Valores da abundância de silício para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 404. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

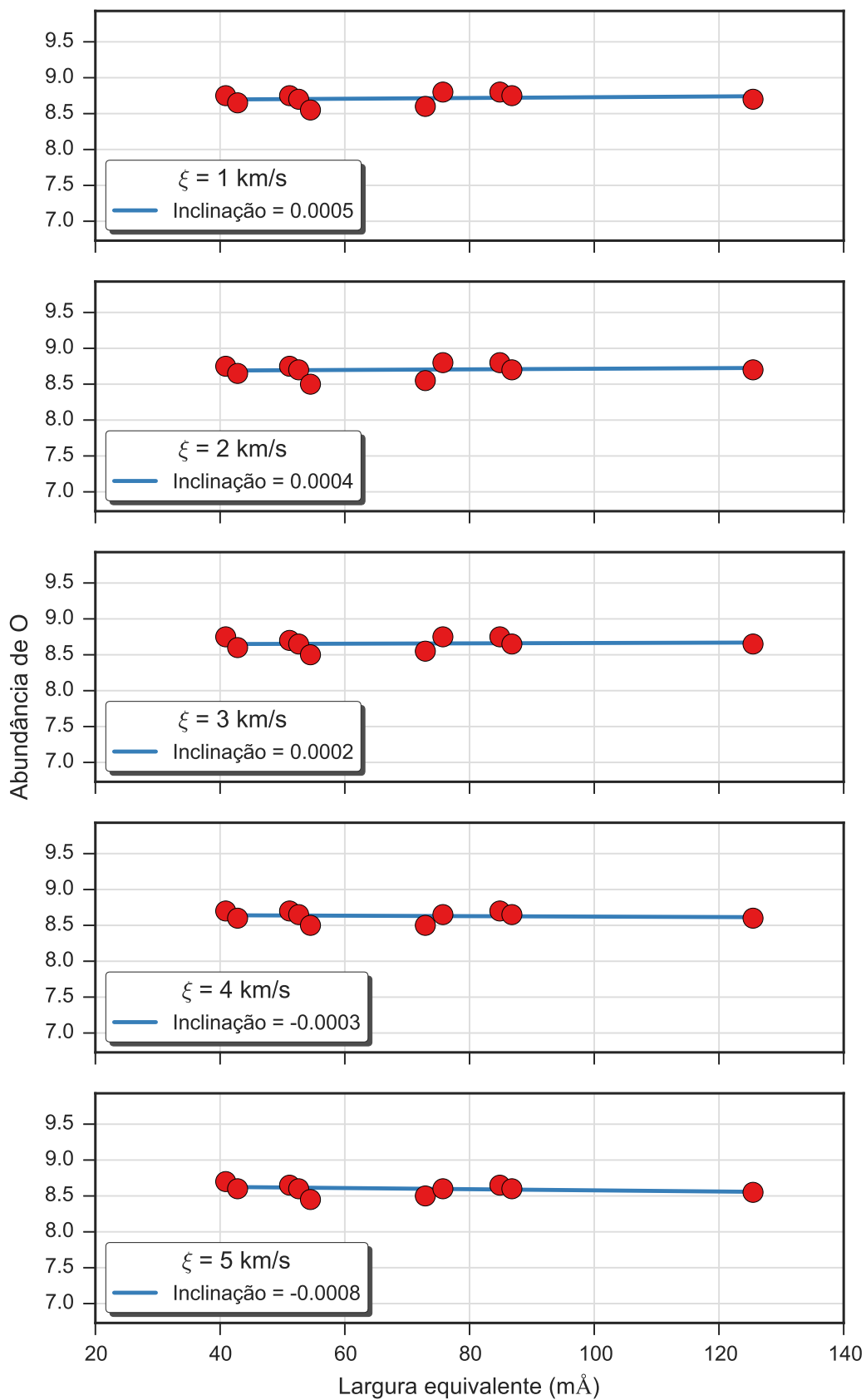


Figura A.61: Valores da abundância de oxigênio para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 404. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

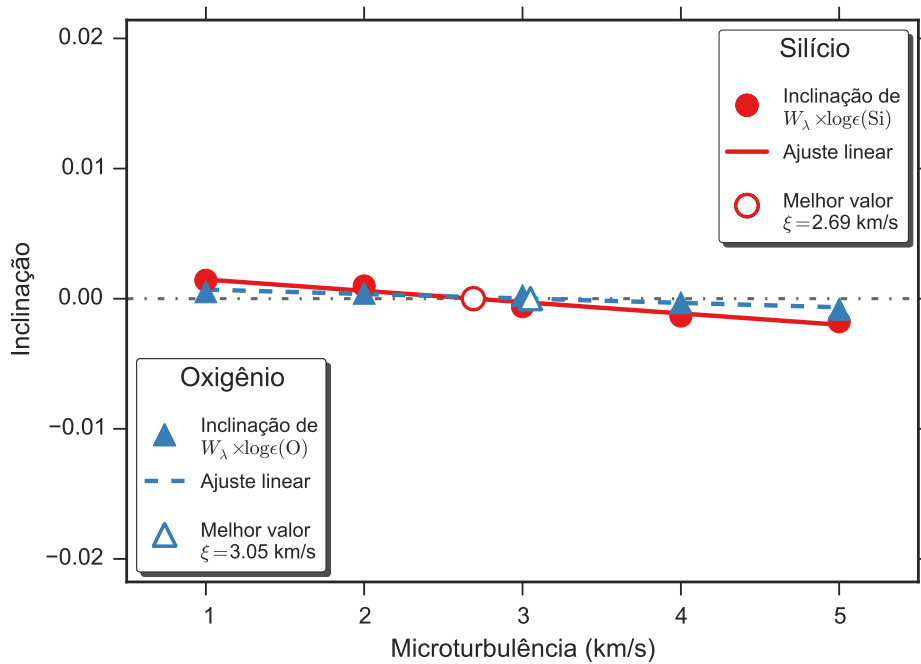


Figura A.62: Determinação do valor da velocidade de microturbulência para a estrela ALS 404 através da identificação da independência do valor da abundância com a intensidade da linha, que ocorre quando a inclinação do ajuste linear é nula. Apresentamos os resultados obtidos para o silício e oxigênio, que podem ser vistos nas Figs. A.60 e A.61, respectivamente. Os pontos preenchidos representam os valores encontrados para cada valor da velocidade de microturbulência, as retas representam ajustes lineares e os pontos preenchidos representam a posição em que a inclinação é nula.

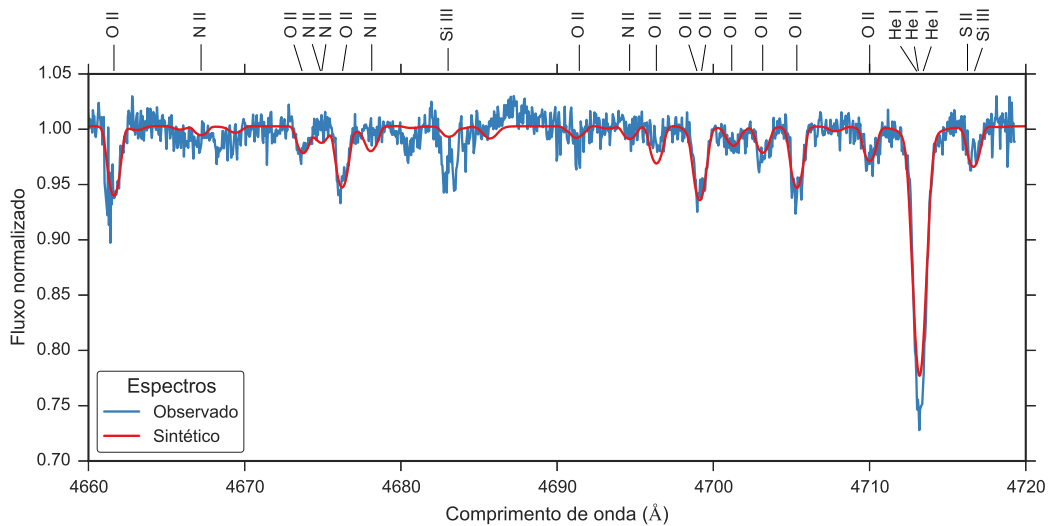


Figura A.63: Comparação entre o espectro observado da estrela ALS 404 (em azul) e o espectro sintético modelado com os parâmetros determinados para esta estrela (em vermelho).

**A.2.5 ALS 428**

ALS 428		
$T_{ef}$	25900	K
$\log g$	4.07	dex
$v \sin i$	37	km/s
$\zeta_{RT}$	17	km/s
$\xi$	0	km/s
$\log(\epsilon)(\text{Si})$	7.22	dex
$\log(\epsilon)(\text{O})$	8.48	dex

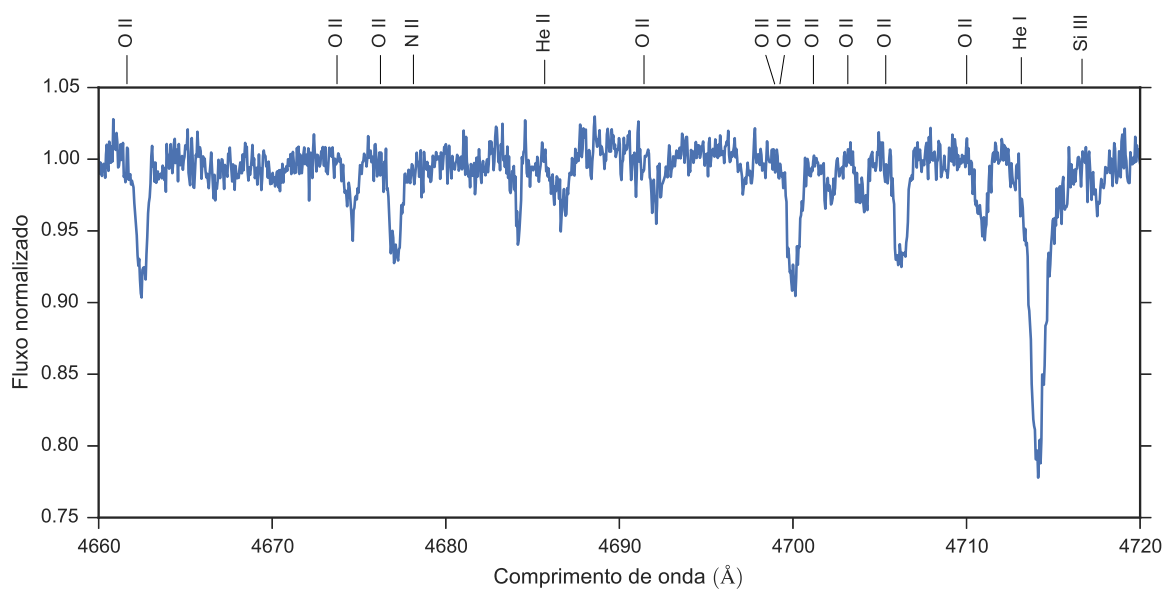


Figura A.64: Espectro da estrela ALS 428. Apenas uma faixa espectral é apresentado como exemplo.

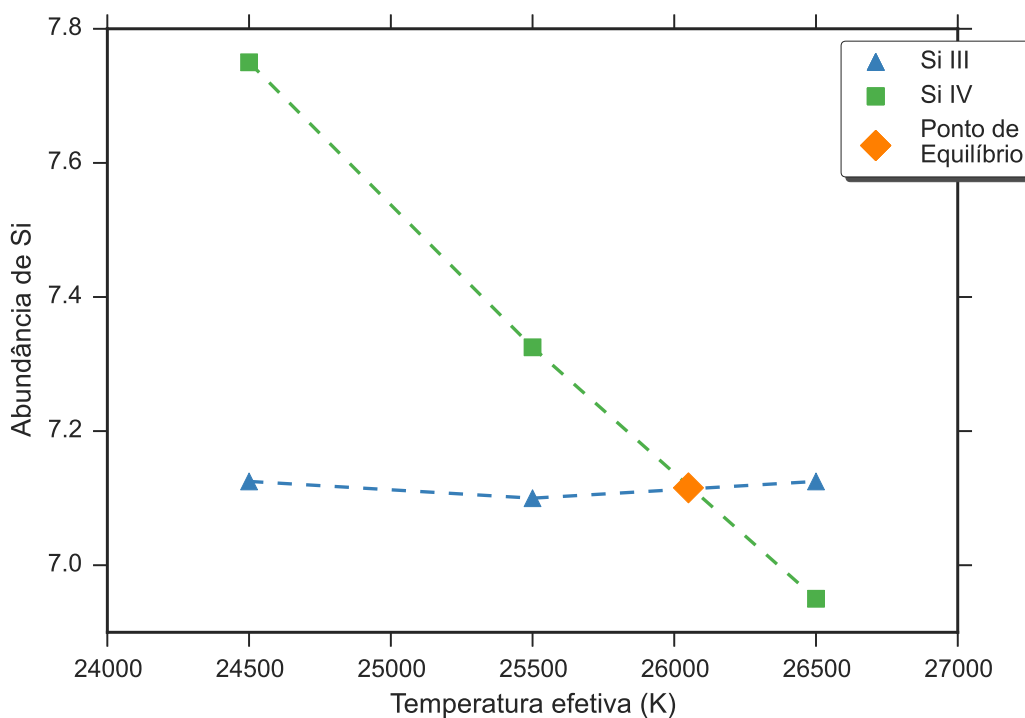


Figura A.65: Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 428. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

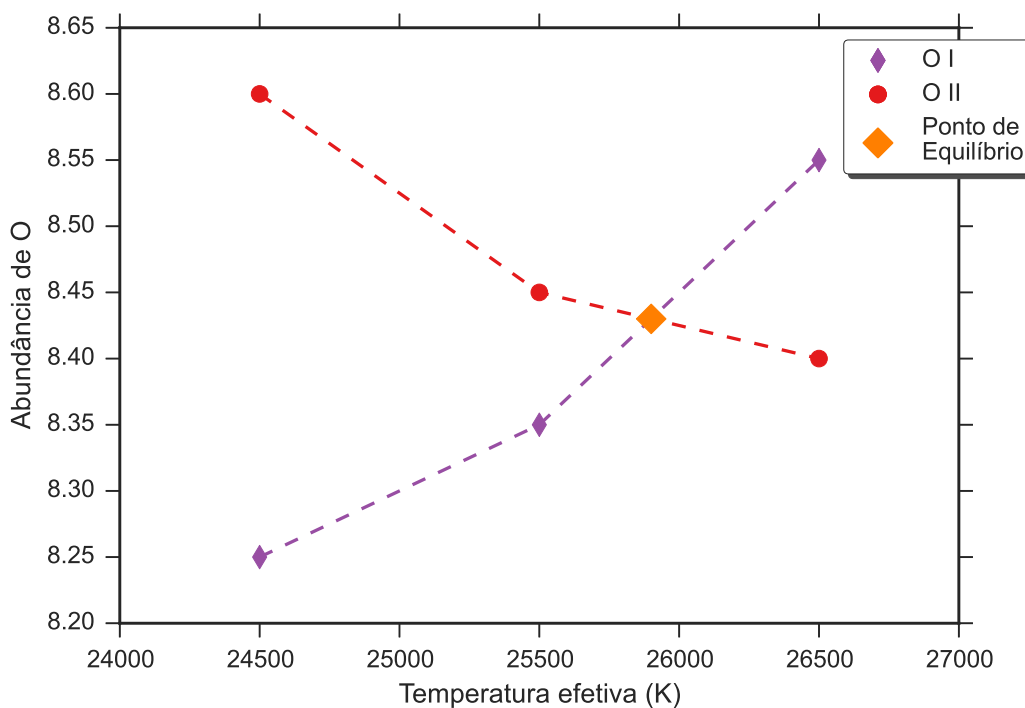


Figura A.66: Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 428. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

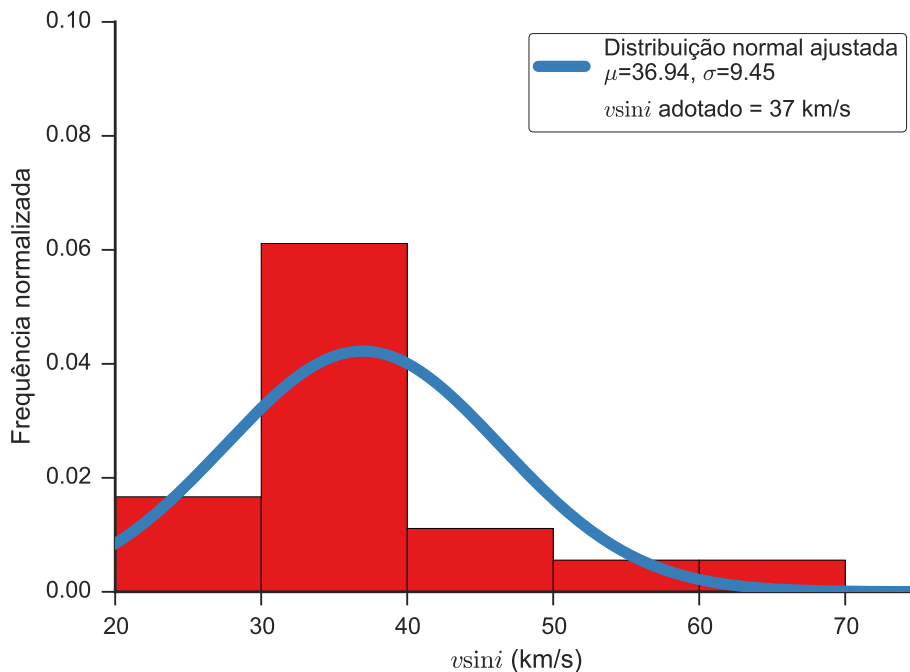


Figura A.67: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade rotacional projetada da estrela ALS 428. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

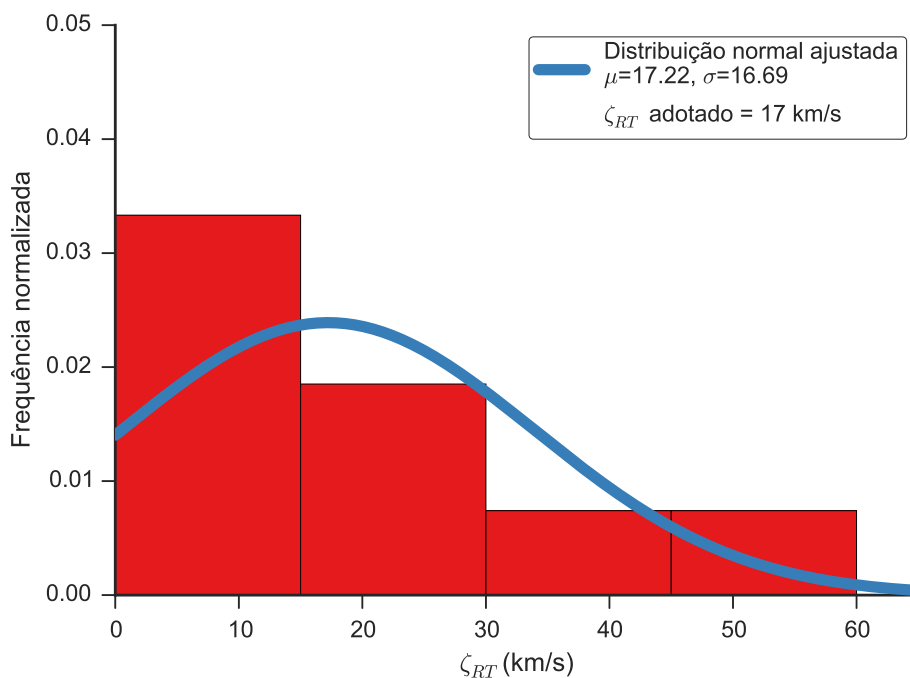


Figura A.68: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade de macroturbulência da estrela ALS 428. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

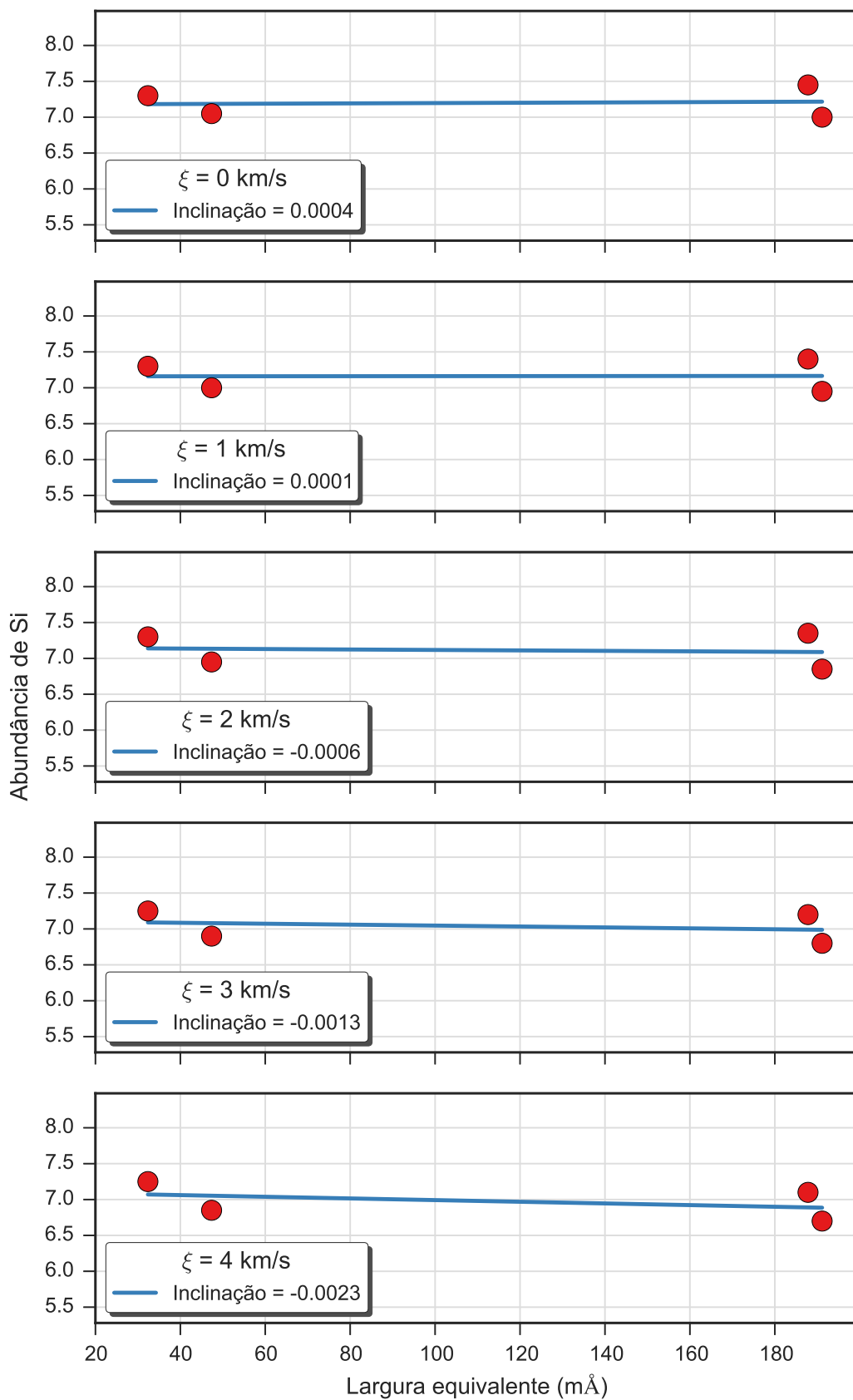


Figura A.69: Valores da abundância de silício para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 428. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

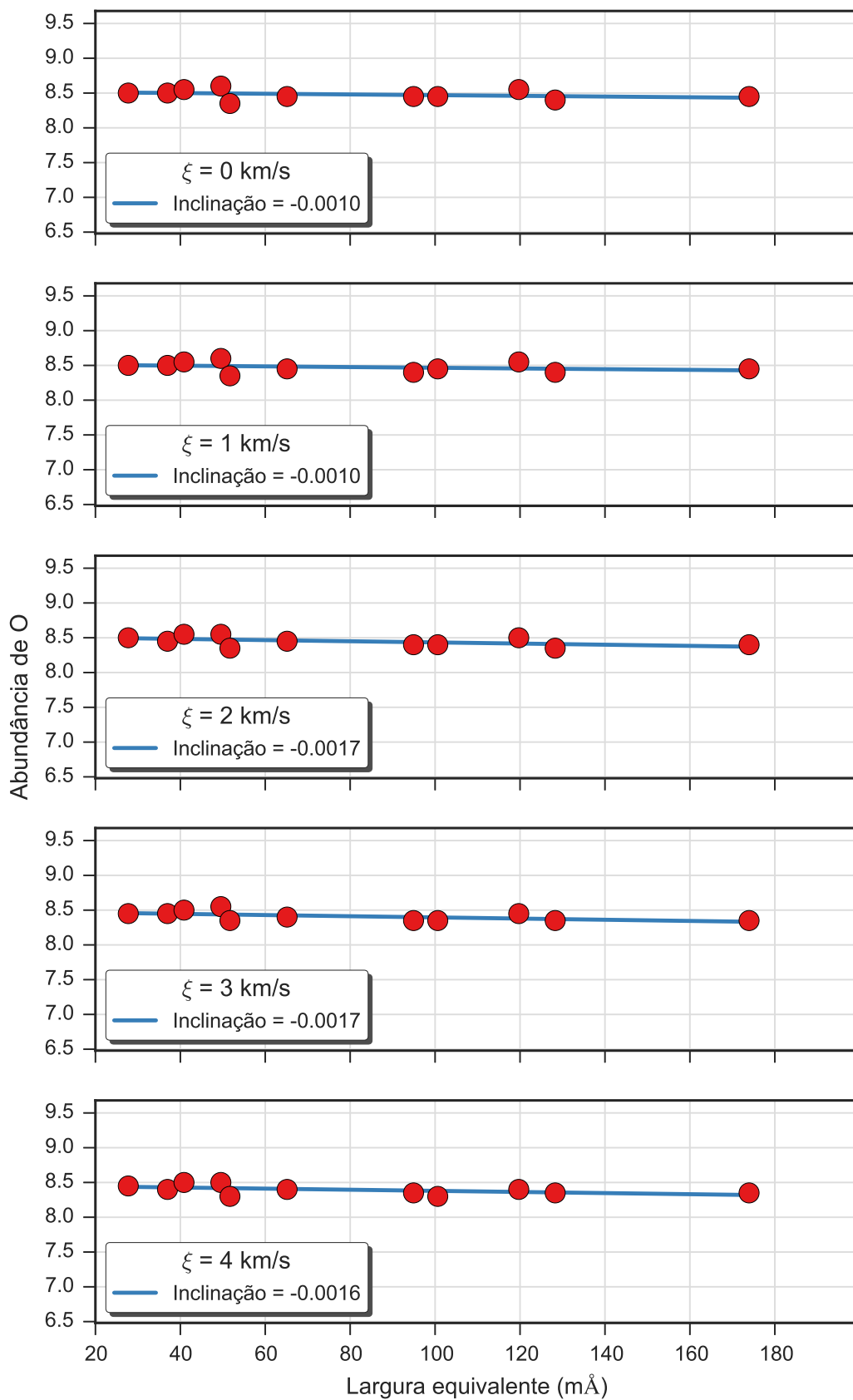


Figura A.70: Valores da abundância de oxigênio para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 428. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.



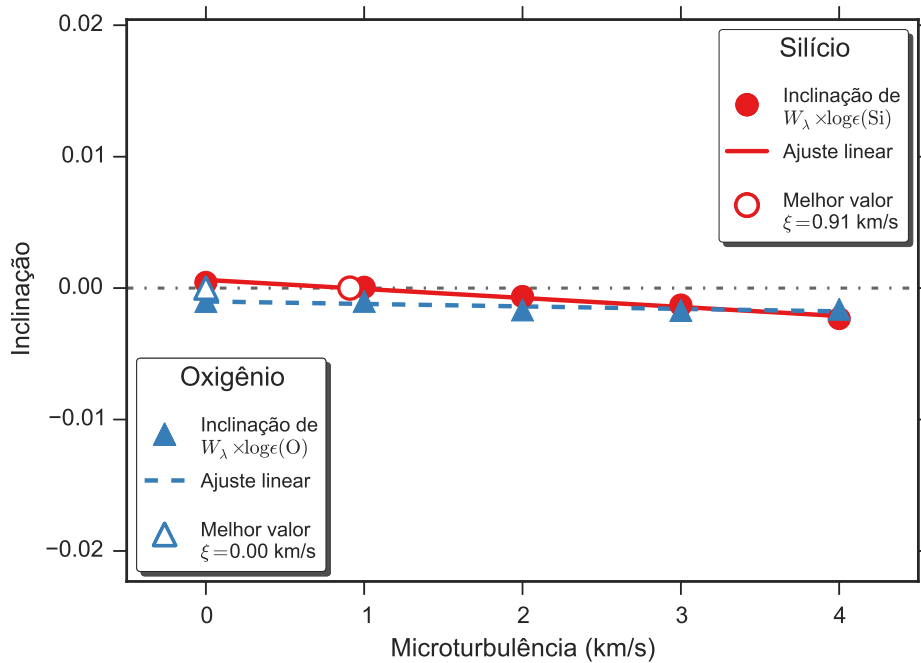


Figura A.71: Determinação do valor da velocidade de microturbulência para a estrela ALS 428 através da identificação da independência do valor da abundância com a intensidade da linha, que ocorre quando a inclinação do ajuste linear é nula. Apresentamos os resultados obtidos para o silício e oxigênio, que podem ser vistos nas Figs. A.69 e A.70, respectivamente. Os pontos preenchidos representam os valores encontrados para cada valor da velocidade de microturbulência, as retas representam ajustes lineares e os pontos preenchidos representam a posição em que a inclinação é nula.

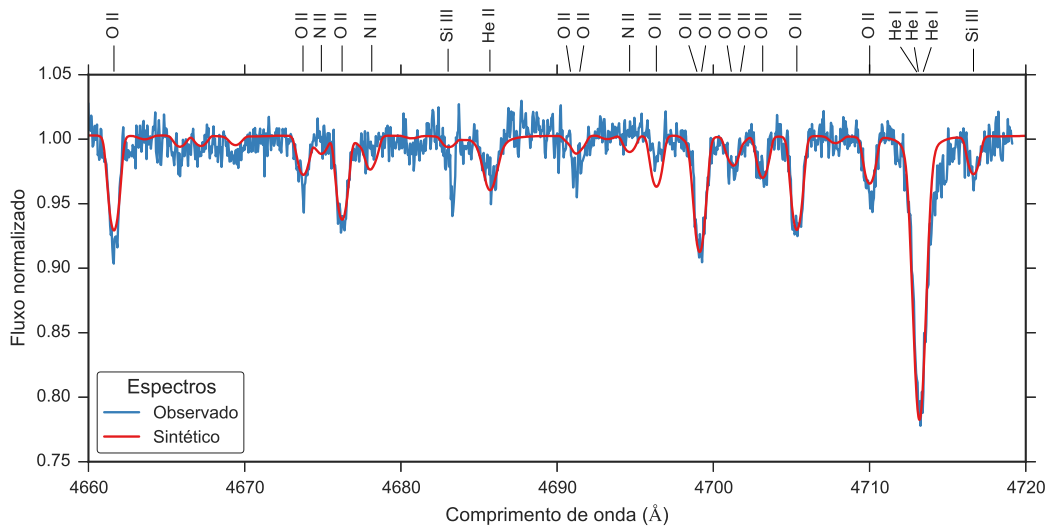


Figura A.72: Comparação entre o espectro observado da estrela ALS 428 (em azul) e o espectro sintético modelado com os parâmetros determinados para esta estrela (em vermelho).

**A.2.6 ALS 505**

ALS 505		
$T_{ef}$	31400	K
$\log g$	4.28	dex
$v \sin i$	9	km/s
$\zeta_{RT}$	9	km/s
$\xi$	5	km/s
$\log(\epsilon)(\text{Si})$	7.36	dex
$\log(\epsilon)(\text{O})$	8.5	dex

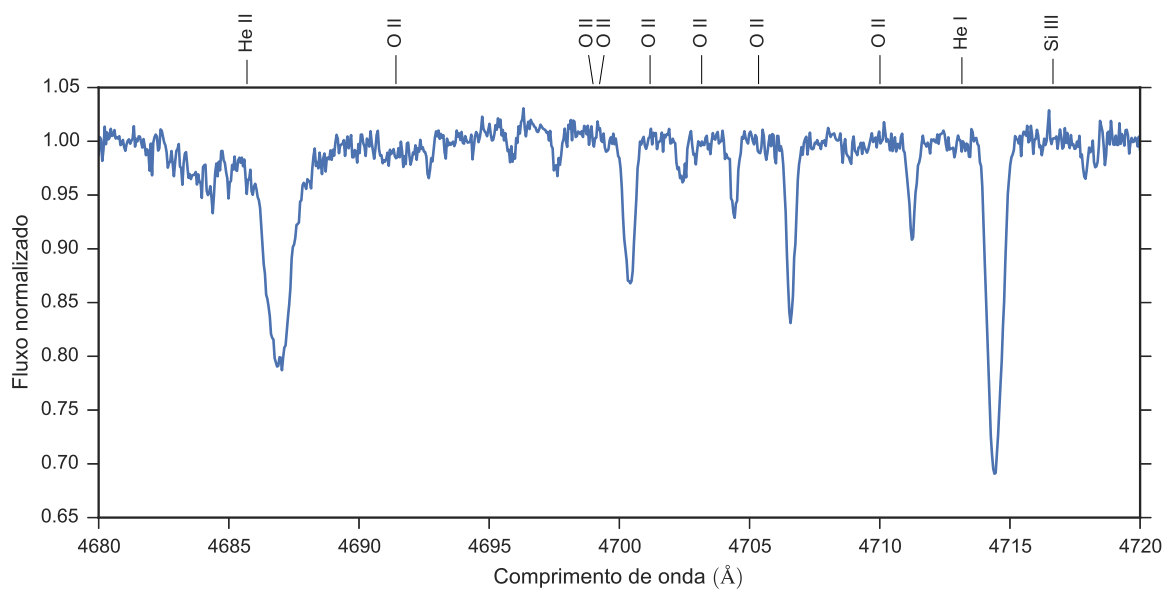


Figura A.73: Espectro da estrela ALS 505. Apenas uma faixa espectral é apresentado como exemplo.

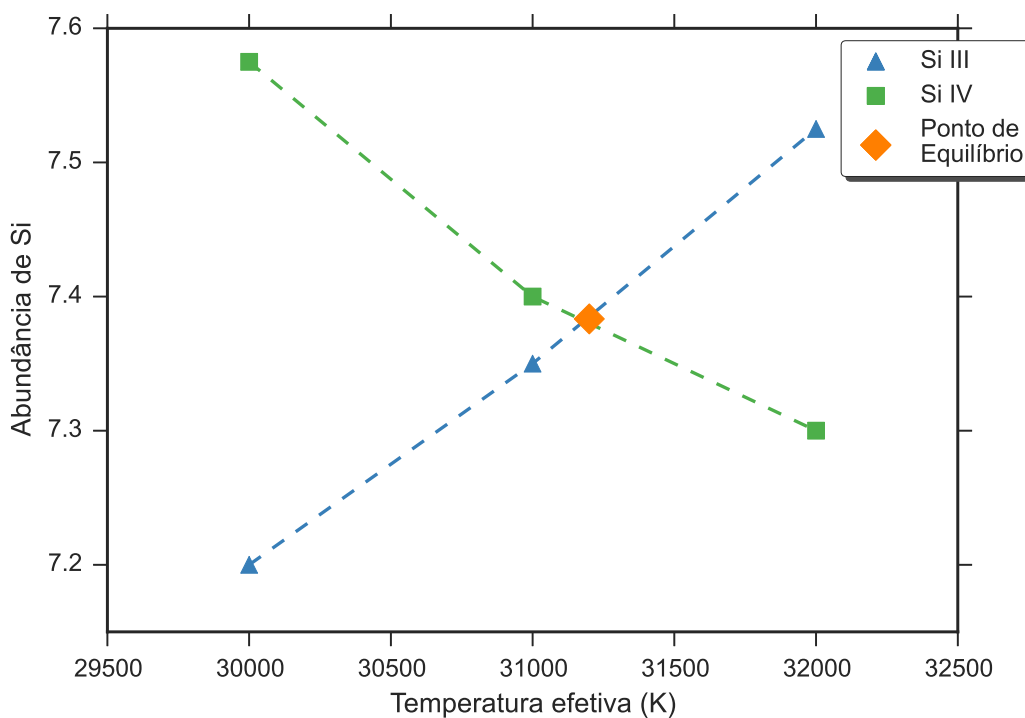


Figura A.74: Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 505. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

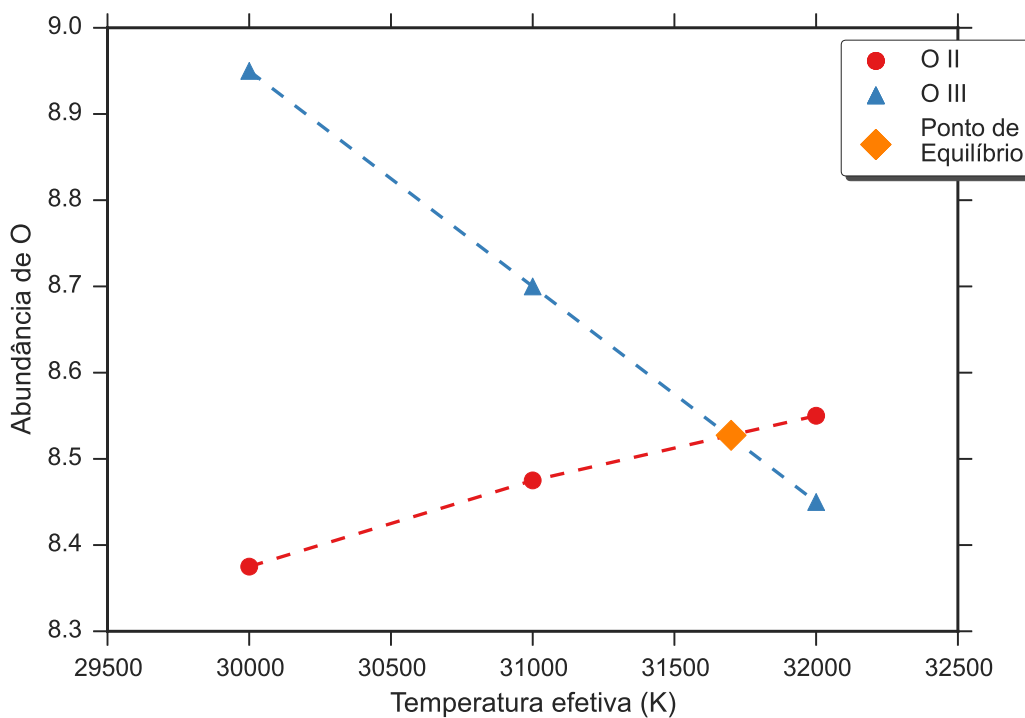


Figura A.75: Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 505. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

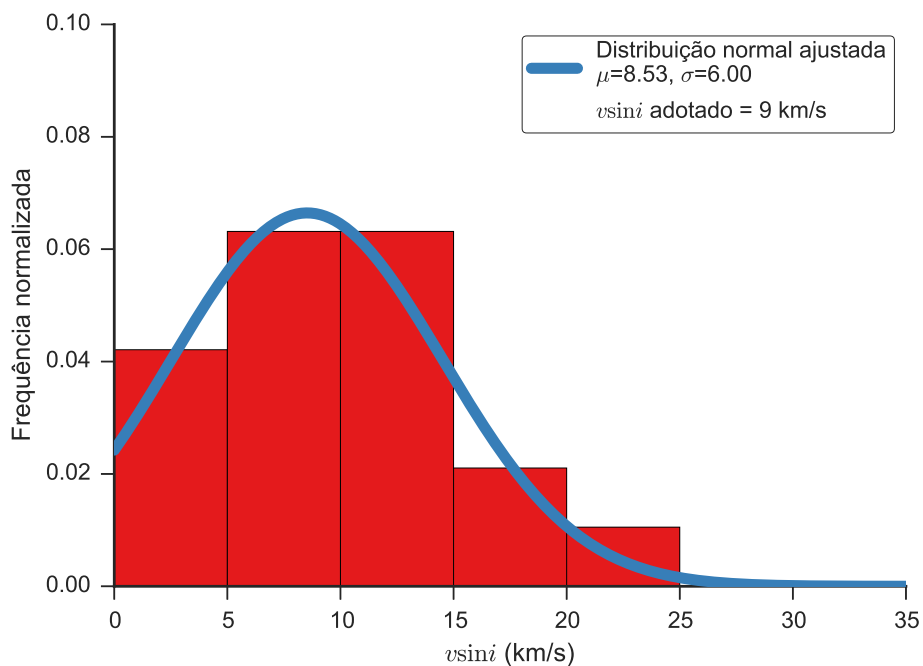


Figura A.76: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade rotacional projetada da estrela ALS 505. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

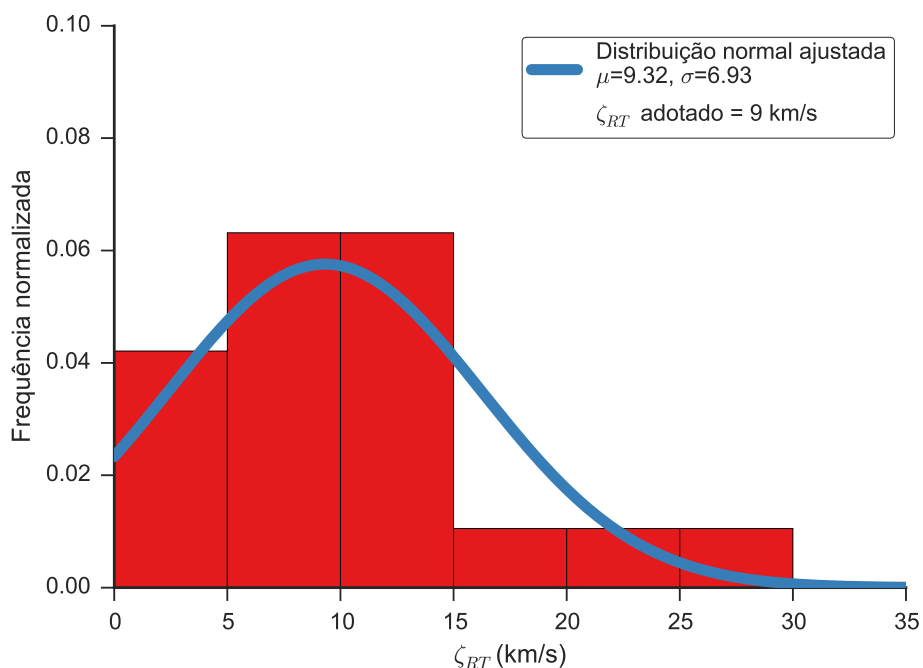


Figura A.77: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade de macro-turbulência da estrela ALS 505. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

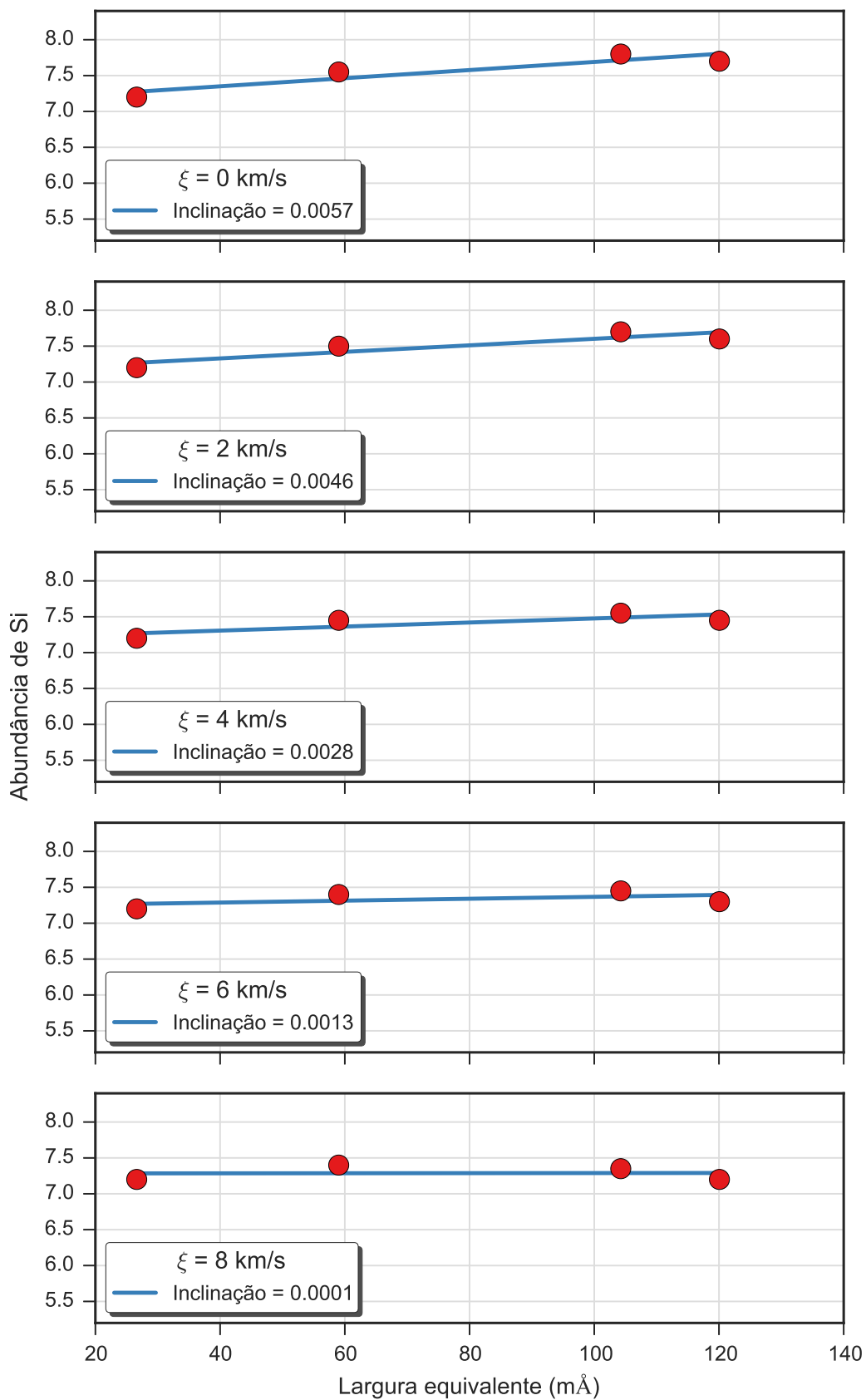


Figura A.78: Valores da abundância de silício para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 505. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

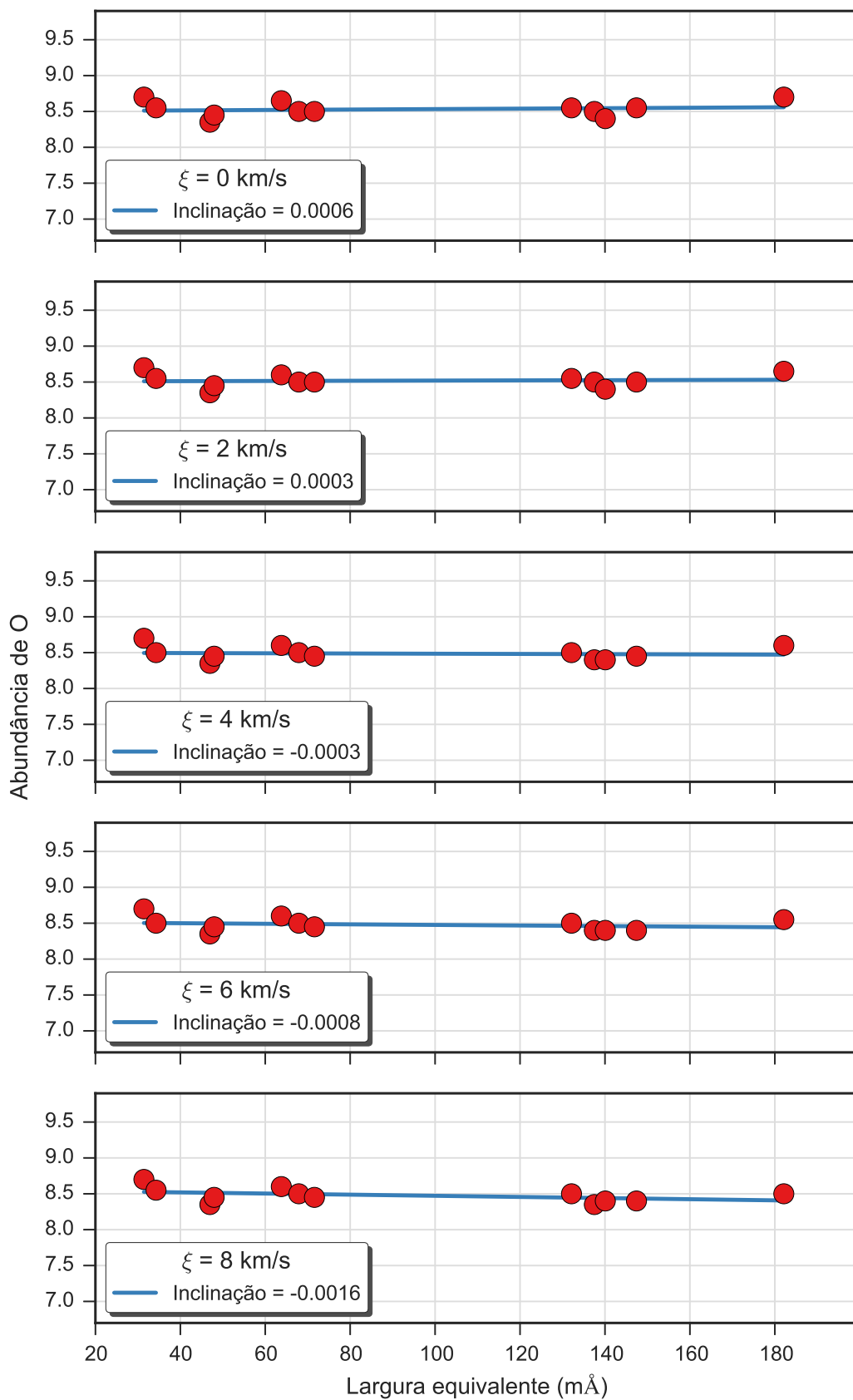


Figura A.79: Valores da abundância de oxigênio para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 505. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

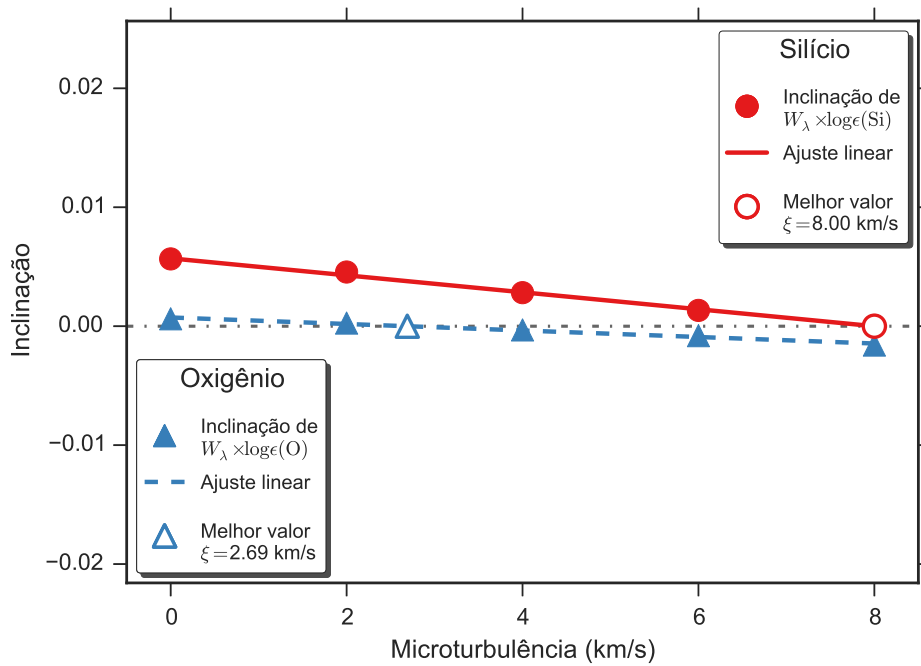


Figura A.80: Determinação do valor da velocidade de microturbulência para a estrela ALS 505 através da identificação da independência do valor da abundância com a intensidade da linha, que ocorre quando a inclinação do ajuste linear é nula. Apresentamos os resultados obtidos para o silício e oxigênio, que podem ser vistos nas Figs. A.78 e A.79, respectivamente. Os pontos preenchidos representam os valores encontrados para cada valor da velocidade de microturbulência, as retas representam ajustes lineares e os pontos preenchidos representam a posição em que a inclinação é nula.

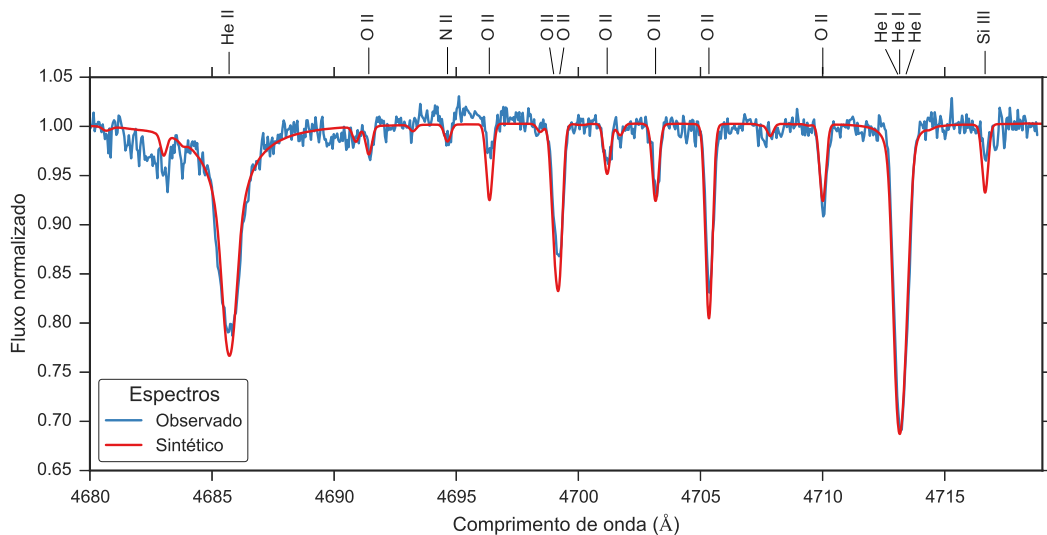


Figura A.81: Comparação entre o espectro observado da estrela ALS 505 (em azul) e o espectro sintético modelado com os parâmetros determinados para esta estrela (em vermelho).

**A.2.7 ALS 506**

ALS 506		
$T_{ef}$	25800	K
$\log g$	4.05	dex
$v \sin i$	18	km/s
$\zeta_{RT}$	15	km/s
$\xi$	0	km/s
$\log(\epsilon)(\text{Si})$	7.66	dex
$\log(\epsilon)(\text{O})$	8.37	dex

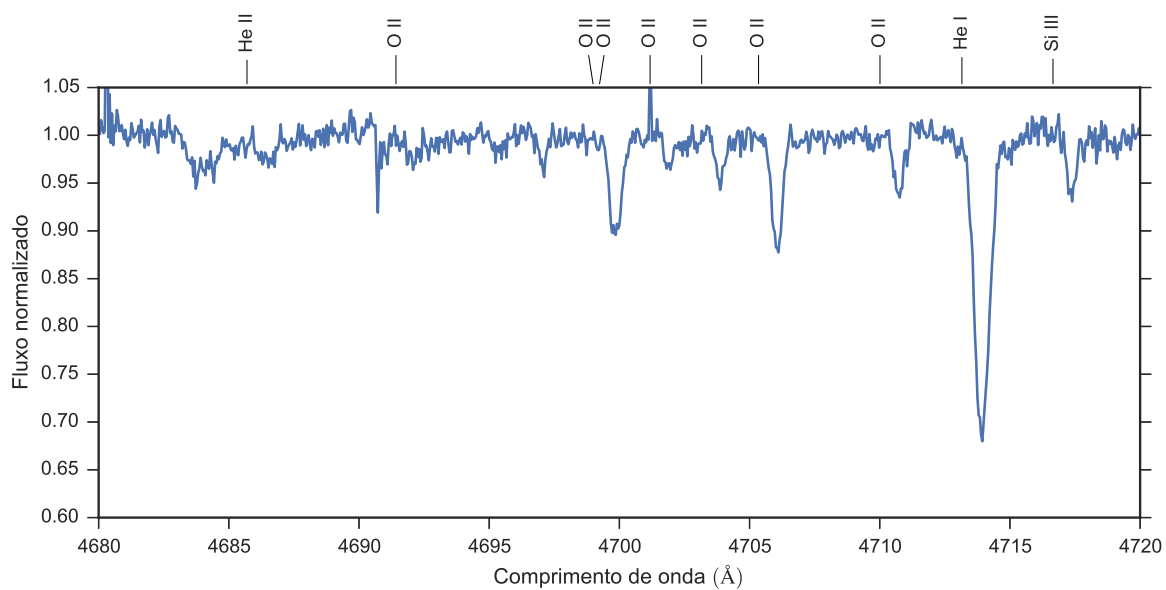


Figura A.82: Espectro da estrela ALS 506. Apenas uma faixa espectral é apresentado como exemplo.



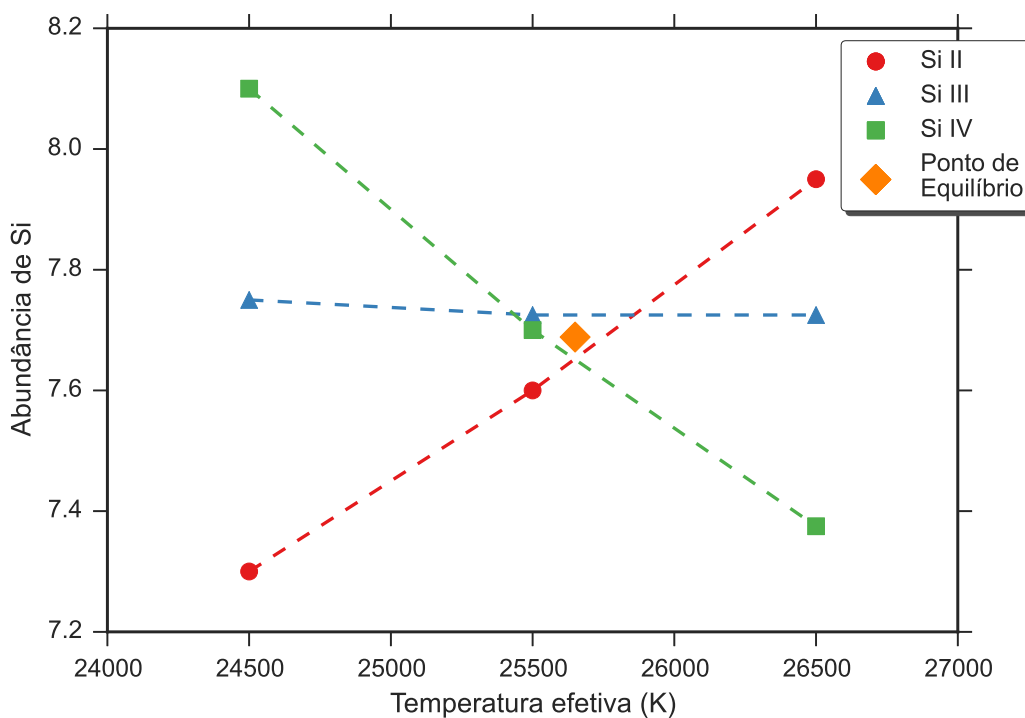


Figura A.83: Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 506. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

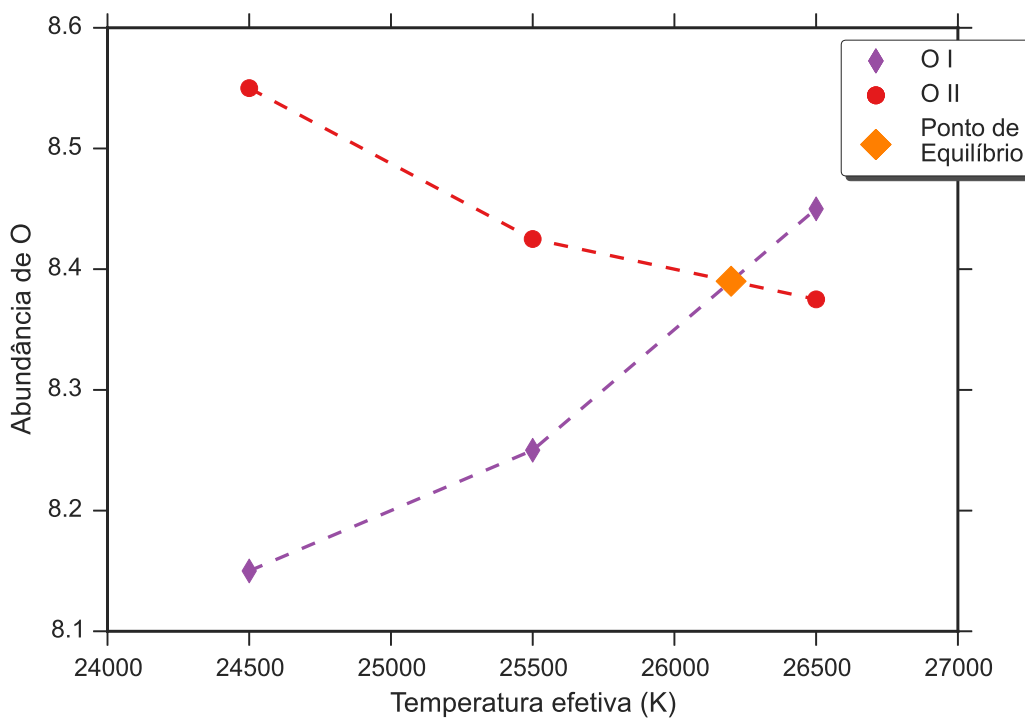


Figura A.84: Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 506. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

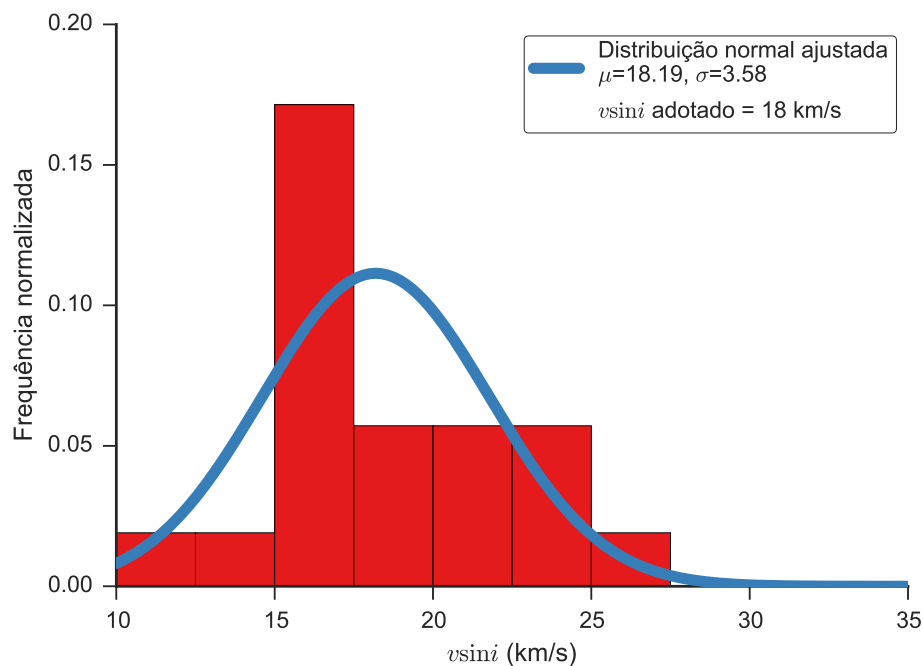


Figura A.85: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade rotacional projetada da estrela ALS 506. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

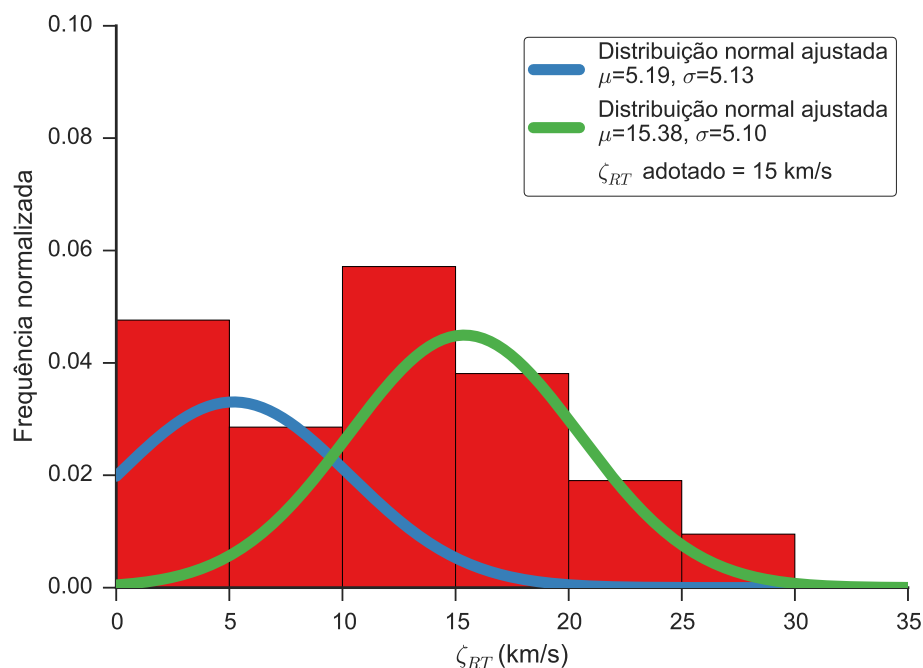


Figura A.86: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade de macroturbulência da estrela ALS 506. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

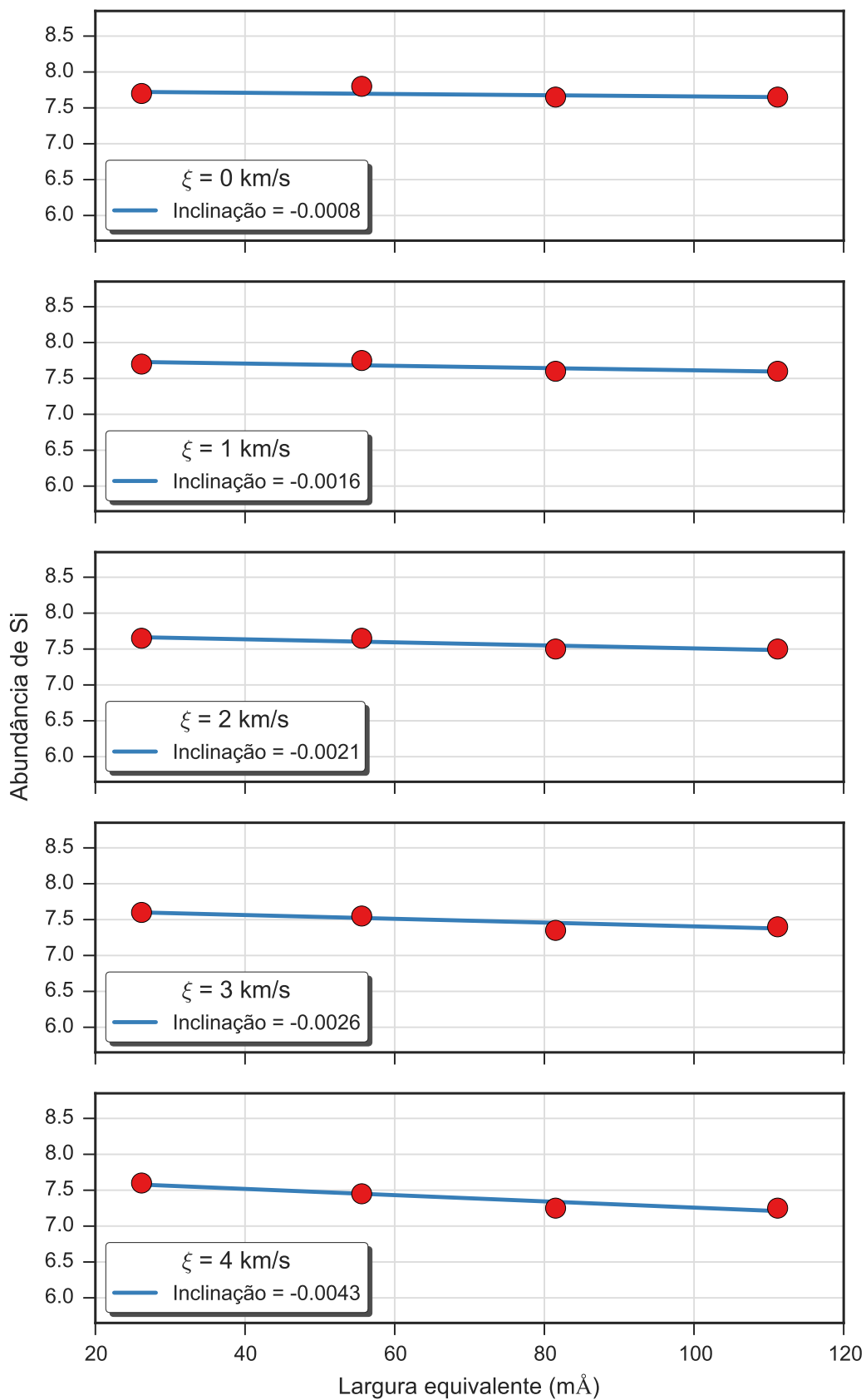


Figura A.87: Valores da abundância de silício para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 506. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

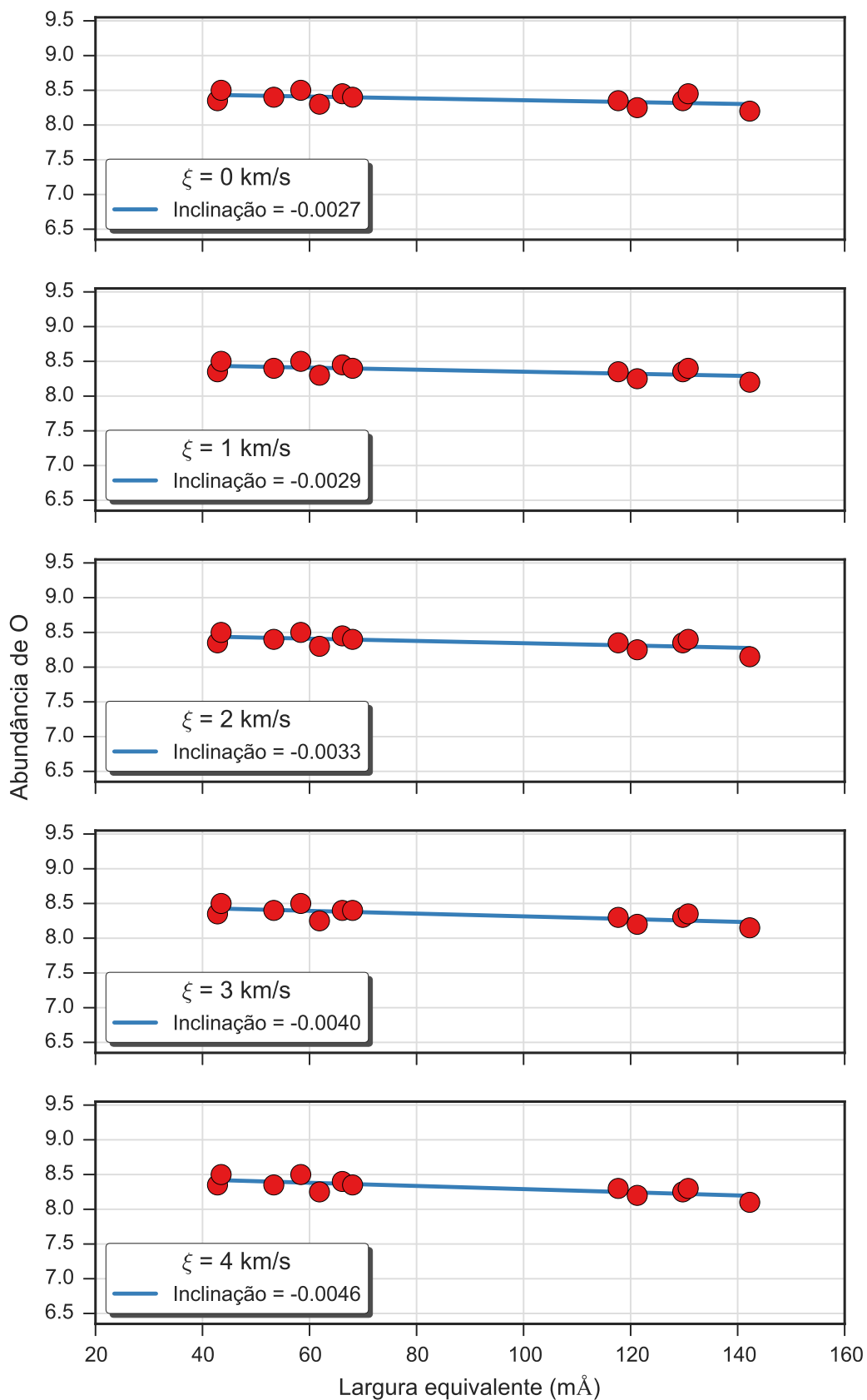


Figura A.88: Valores da abundância de oxigênio para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 506. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

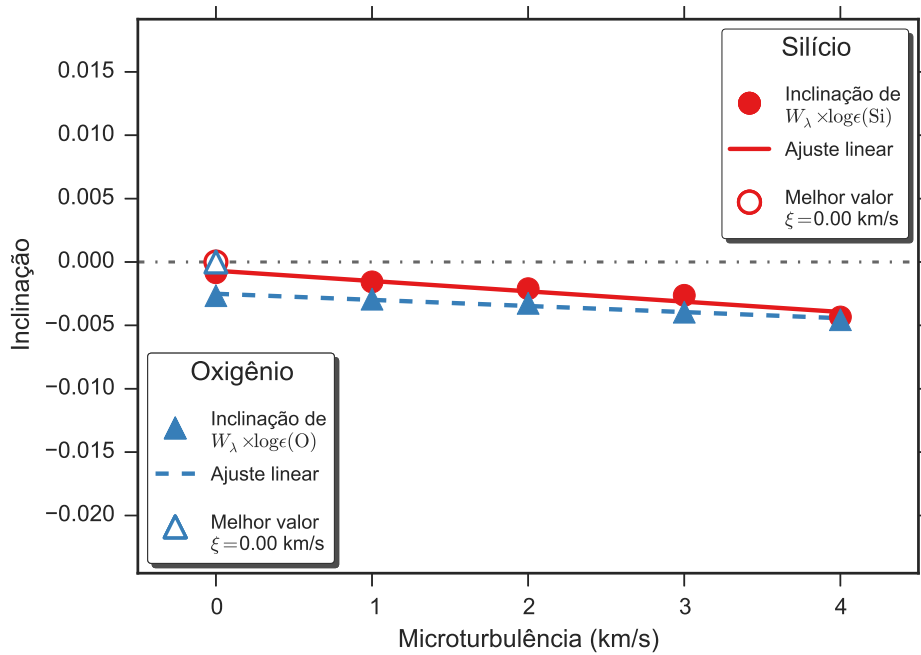


Figura A.89: Determinação do valor da velocidade de microturbulência para a estrela ALS 506 através da identificação da independência do valor da abundância com a intensidade da linha, que ocorre quando a inclinação do ajuste linear é nula. Apresentamos os resultados obtidos para o silício e oxigênio, que podem ser vistos nas Figs. A.87 e A.88, respectivamente. Os pontos preenchidos representam os valores encontrados para cada valor da velocidade de microturbulência, as retas representam ajustes lineares e os pontos vazios representam a posição em que a inclinação é nula.

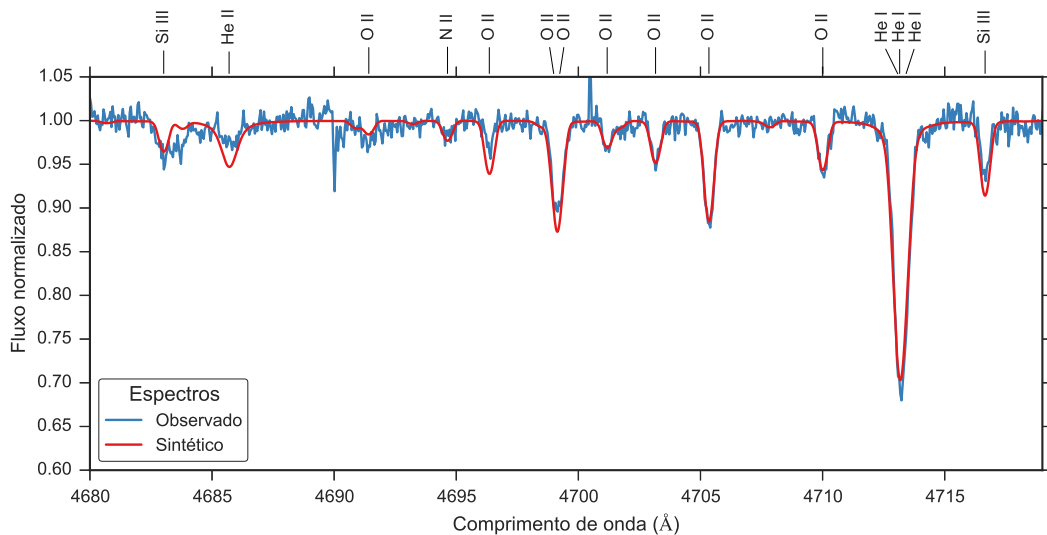


Figura A.90: Comparação entre o espectro observado da estrela ALS 506 (em azul) e o espectro sintético modelado com os parâmetros determinados para esta estrela (em vermelho).

**A.2.8 ALS 510**

ALS 510		
$T_{ef}$	24400	K
$\log g$	3.95	dex
$v \sin i$	31	km/s
$\zeta_{RT}$	11	km/s
$\xi$	0	km/s
$\log(\epsilon)(\text{Si})$	7.49	dex
$\log(\epsilon)(\text{O})$	8.52	dex

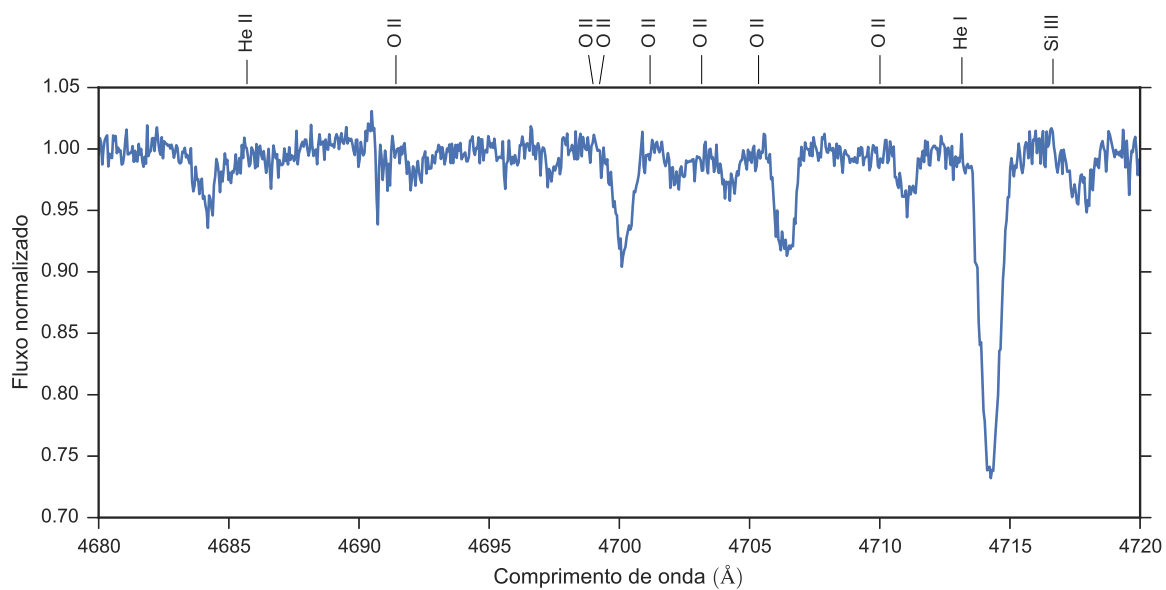


Figura A.91: Espectro da estrela ALS 510. Apenas uma faixa espectral é apresentado como exemplo.

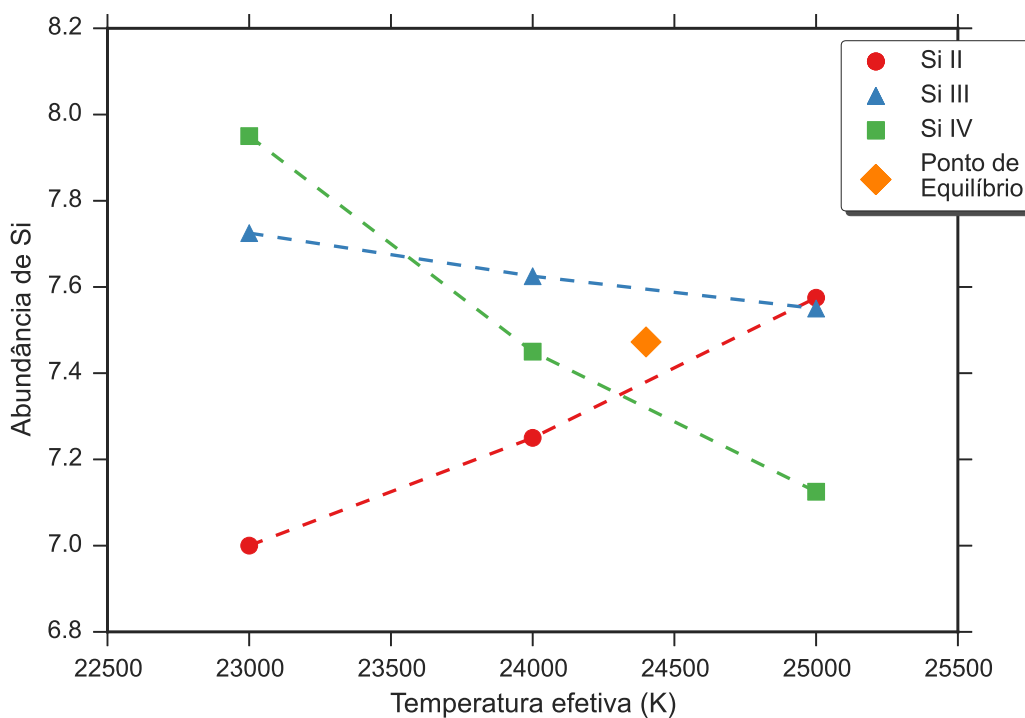


Figura A.92: Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 510. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

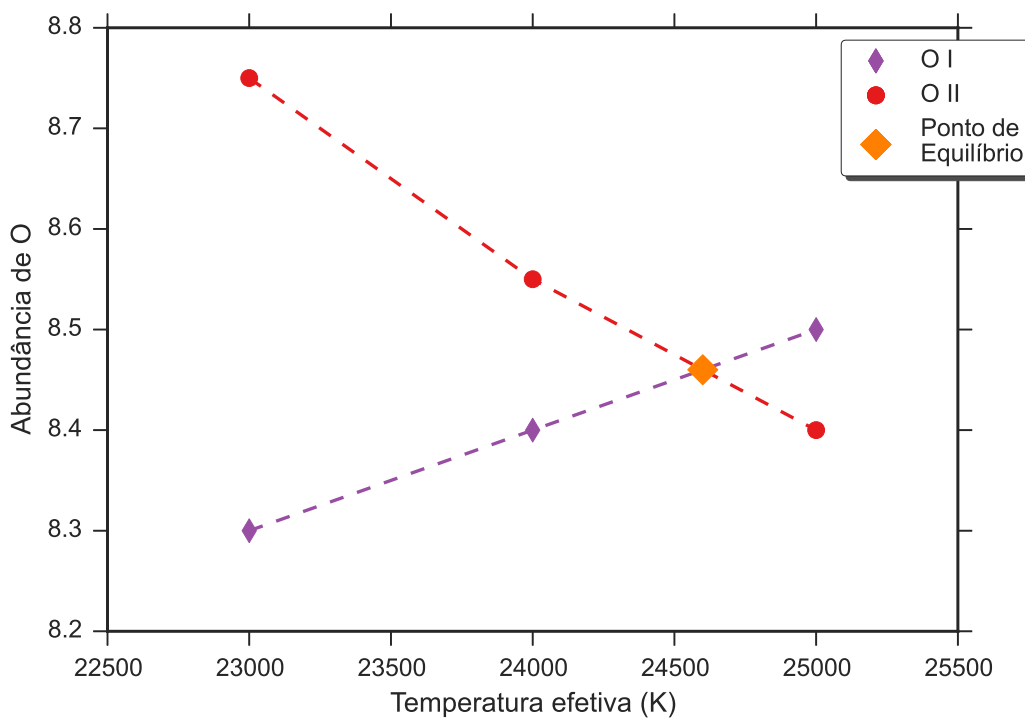


Figura A.93: Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 510. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

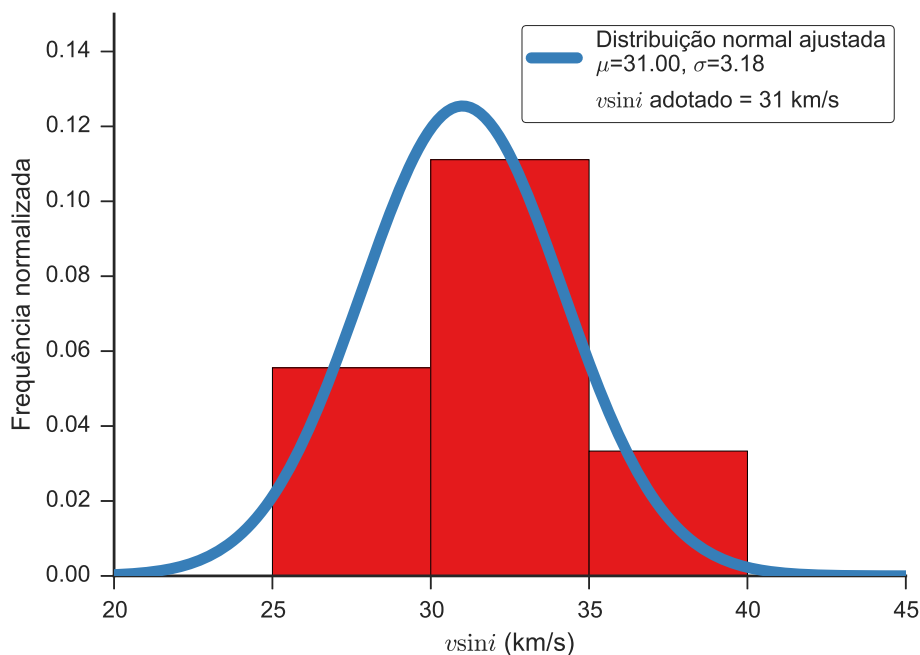


Figura A.94: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade rotacional projetada da estrela ALS 510. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

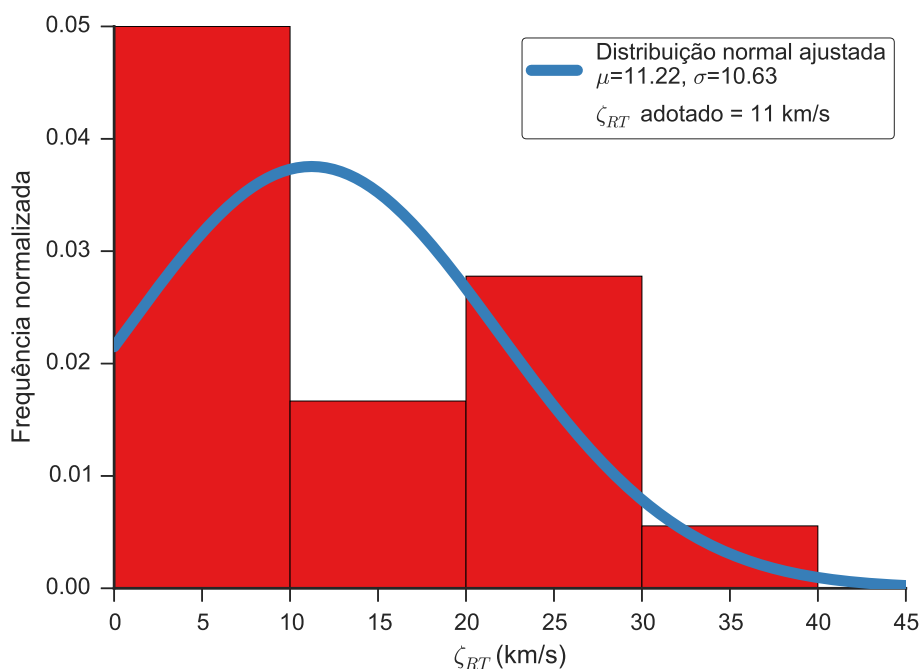


Figura A.95: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade de macroturbulência da estrela ALS 510. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.



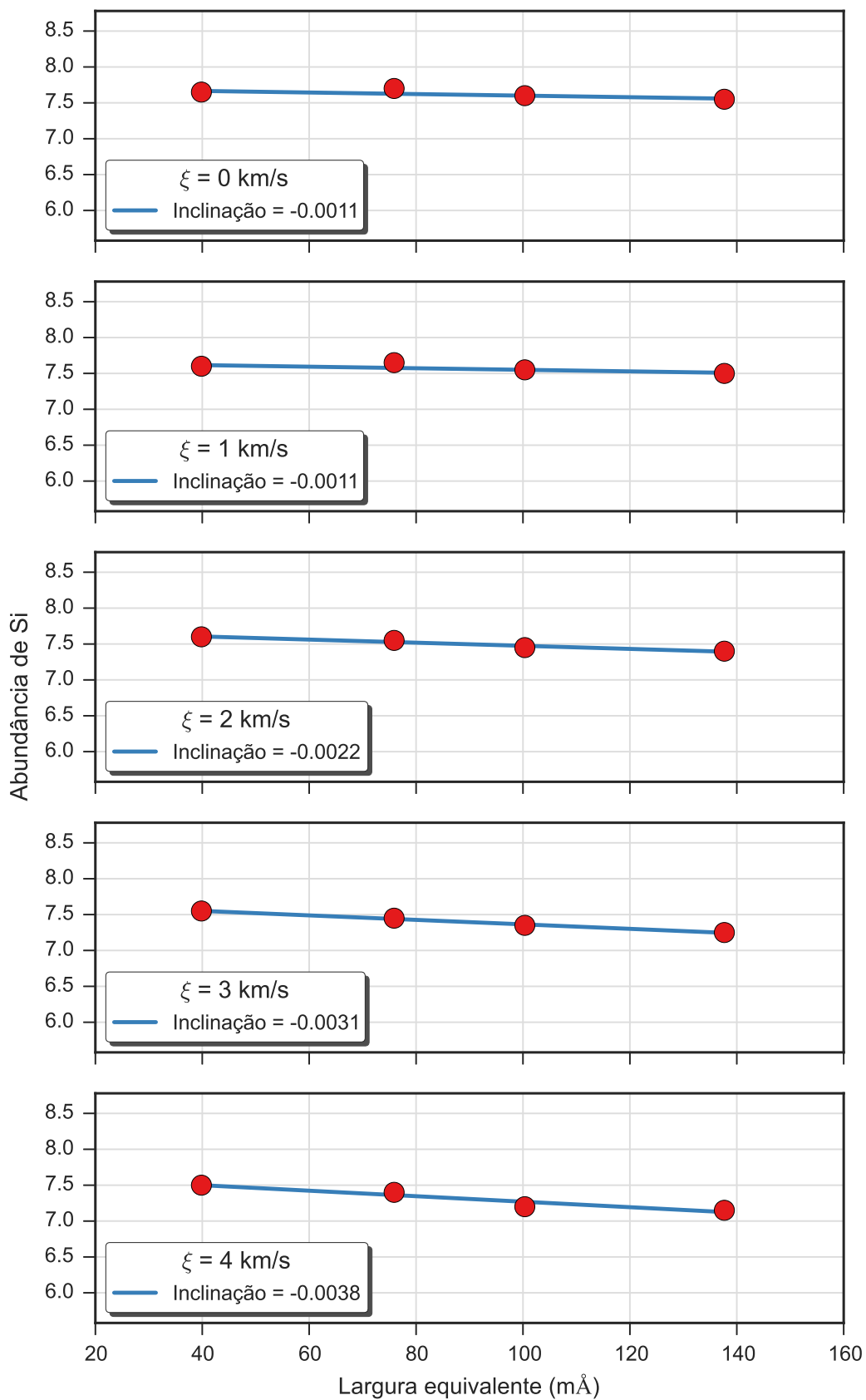


Figura A.96: Valores da abundância de silício para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 510. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

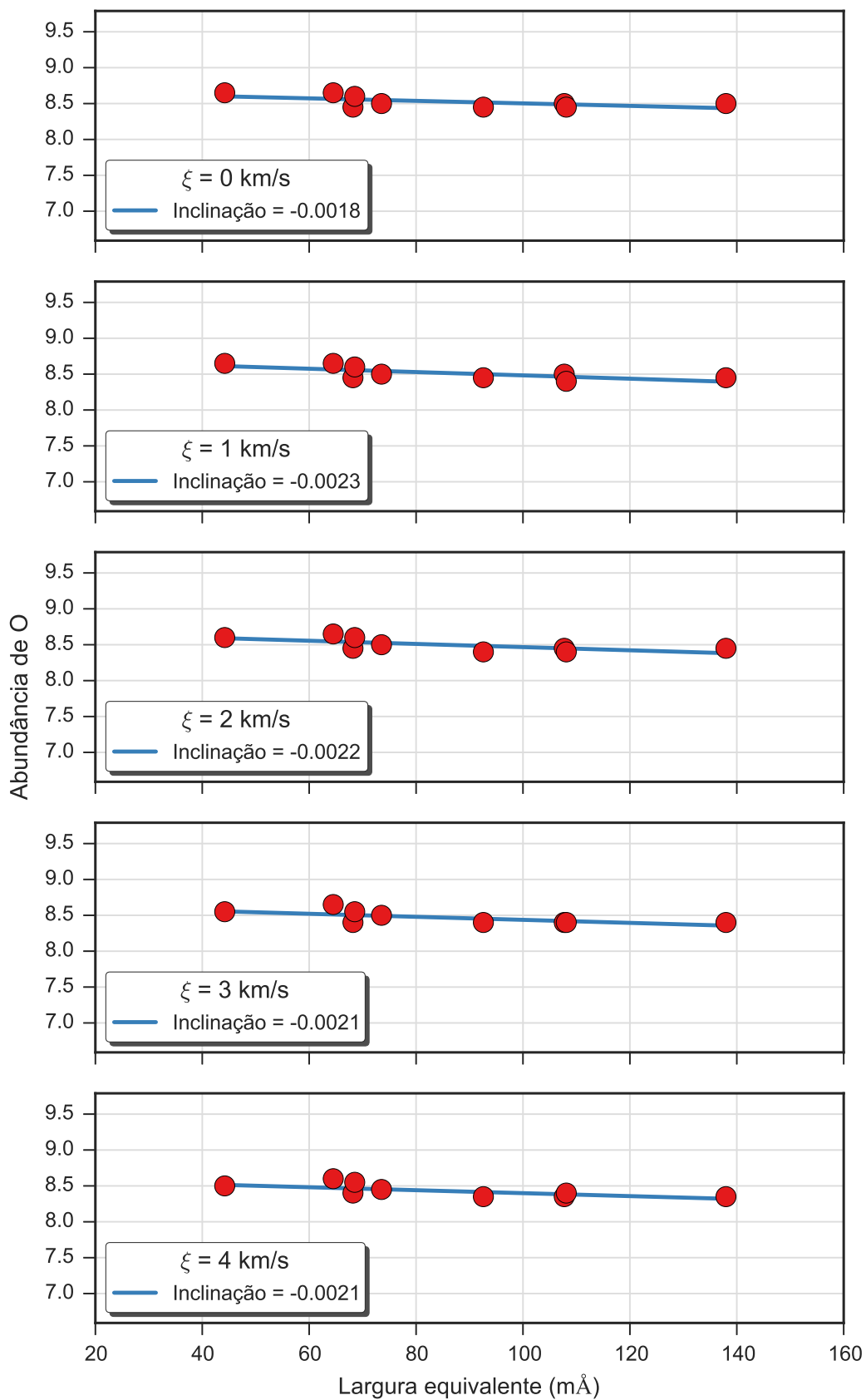


Figura A.97: Valores da abundância de oxigênio para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 510. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

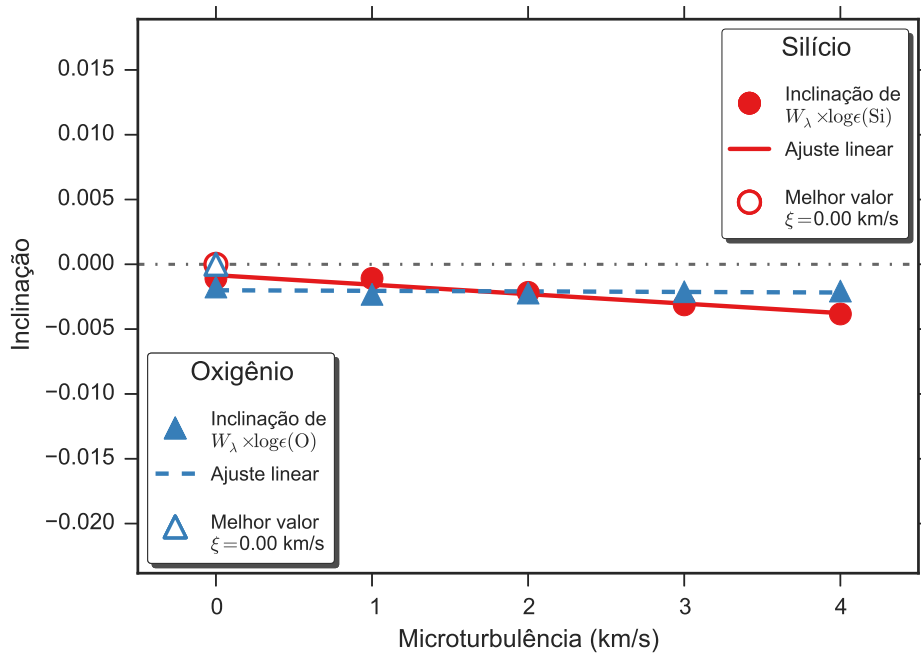


Figura A.98: Determinação do valor da velocidade de microturbulência para a estrela ALS 510 através da identificação da independência do valor da abundância com a intensidade da linha, que ocorre quando a inclinação do ajuste linear é nula. Apresentamos os resultados obtidos para o silício e oxigênio, que podem ser vistos nas Figs. A.96 e A.97, respectivamente. Os pontos preenchidos representam os valores encontrados para cada valor da velocidade de microturbulência, as retas representam ajustes lineares e os pontos preenchidos representam a posição em que a inclinação é nula.

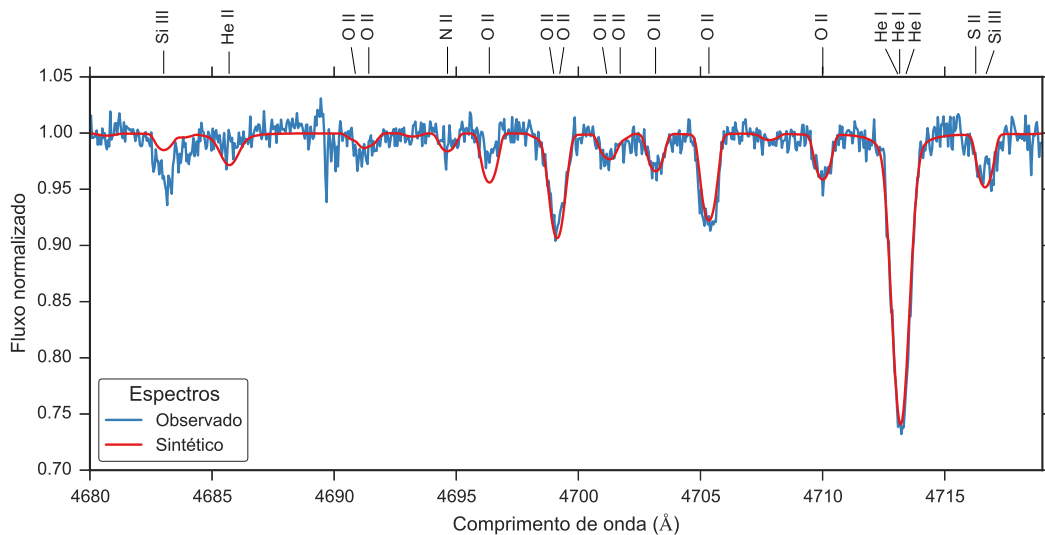


Figura A.99: Comparação entre o espectro observado da estrela ALS 510 (em azul) e o espectro sintético modelado com os parâmetros determinados para esta estrela (em vermelho).

**A.2.9 ALS 634**

ALS 634		
$T_{ef}$	21700	K
$\log g$	3.8	dex
$v \sin i$	35	km/s
$\zeta_{RT}$	30	km/s
$\xi$	0	km/s
$\log(\epsilon)(\text{Si})$	7.43	dex
$\log(\epsilon)(\text{O})$	8.7	dex

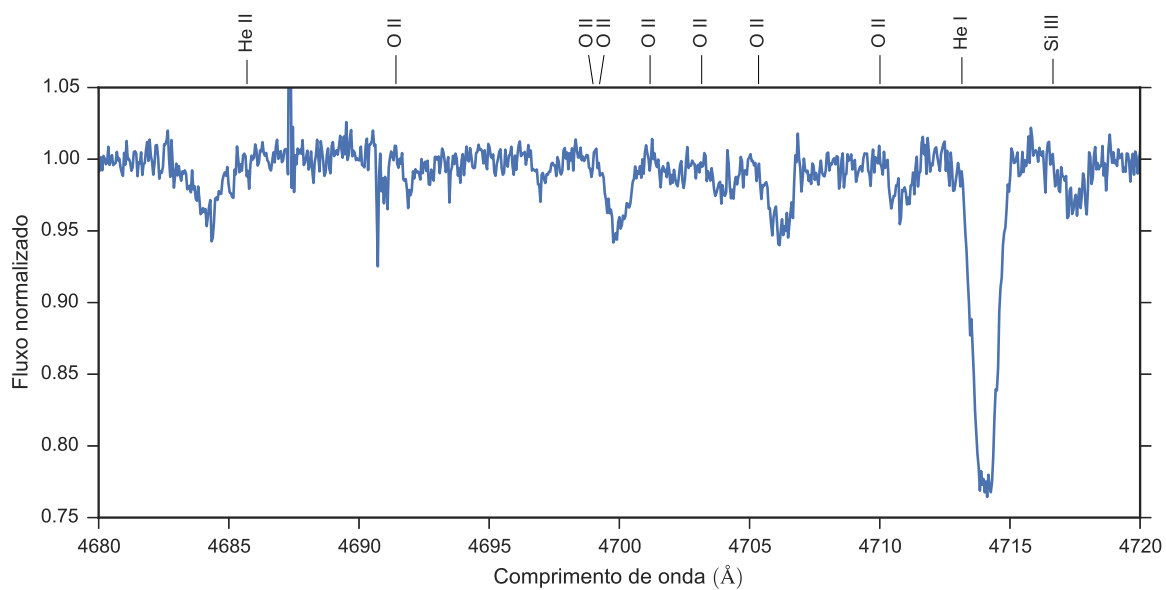


Figura A.100: Espectro da estrela ALS 634. Apenas uma faixa espectral é apresentado como exemplo.

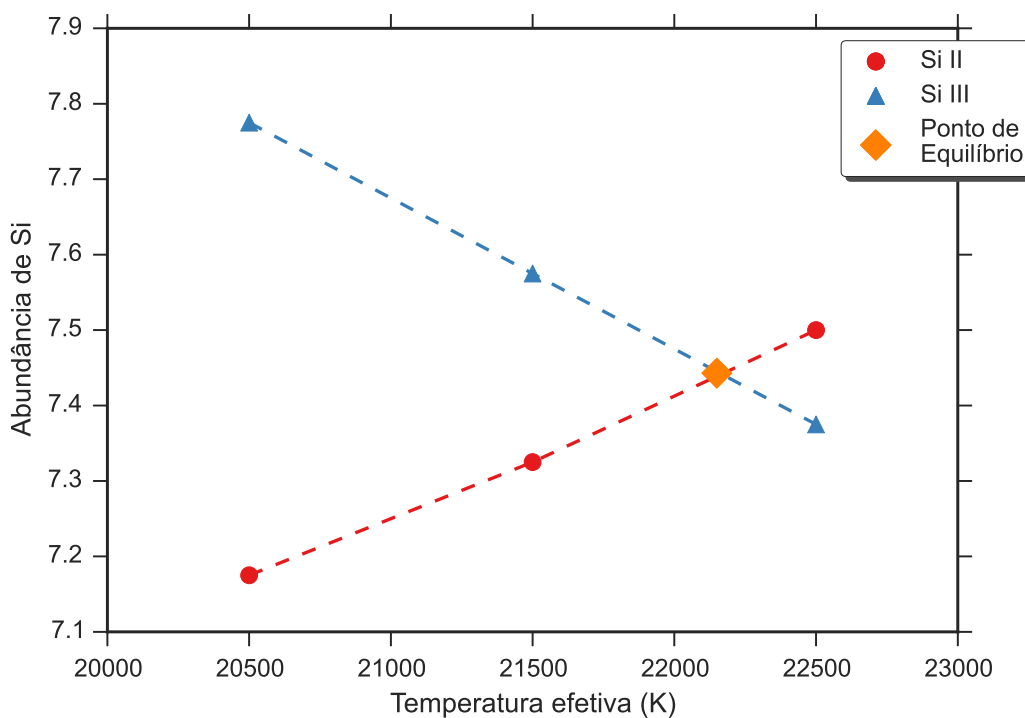


Figura A.101: Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 634. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

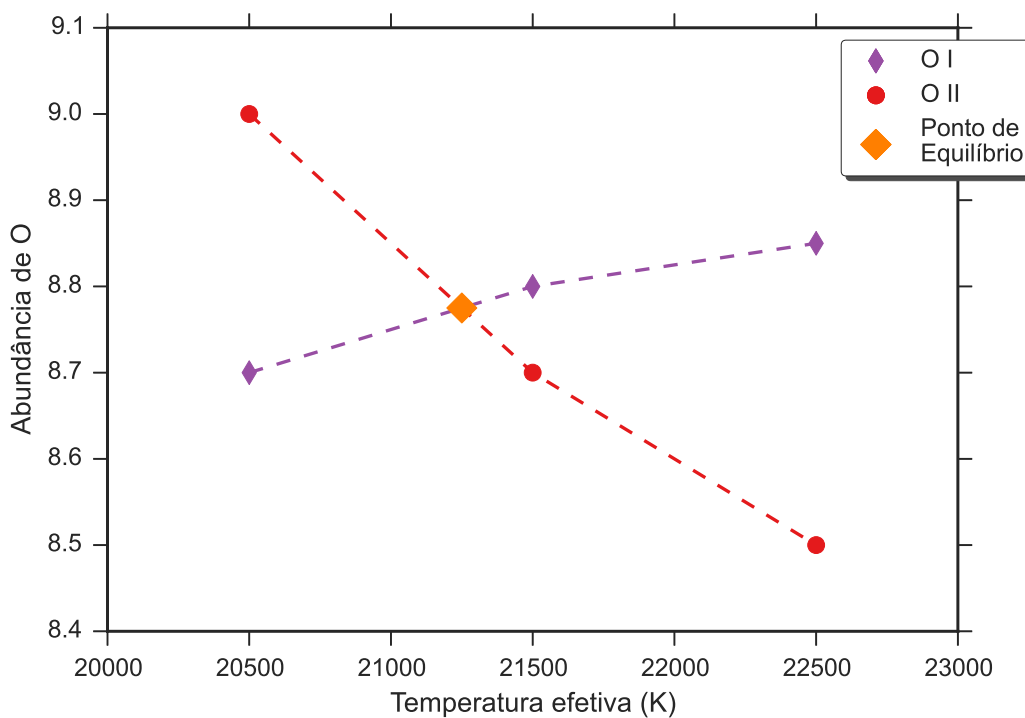


Figura A.102: Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 634. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

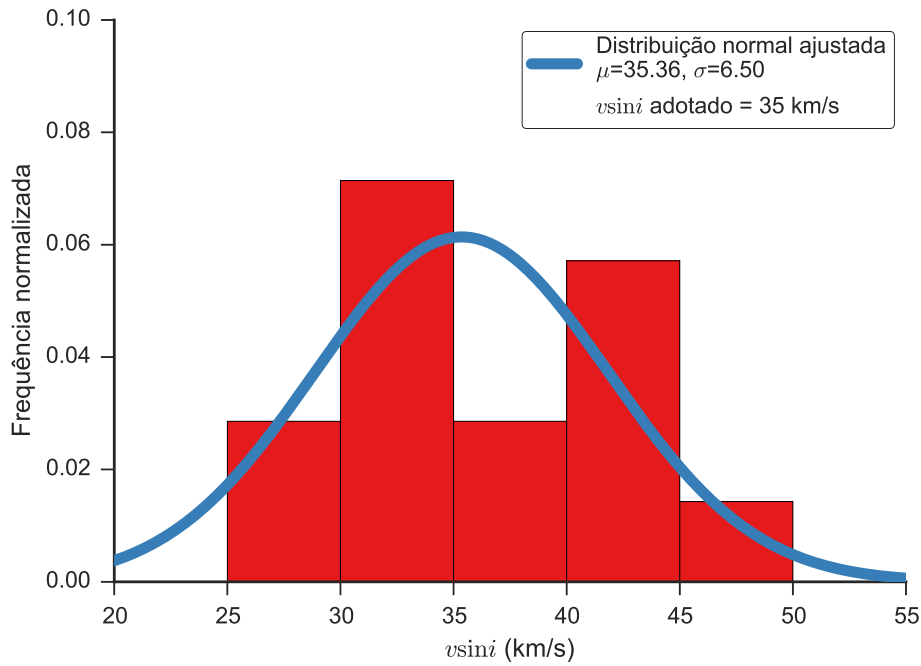


Figura A.103: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade rotacional projetada da estrela ALS 634. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

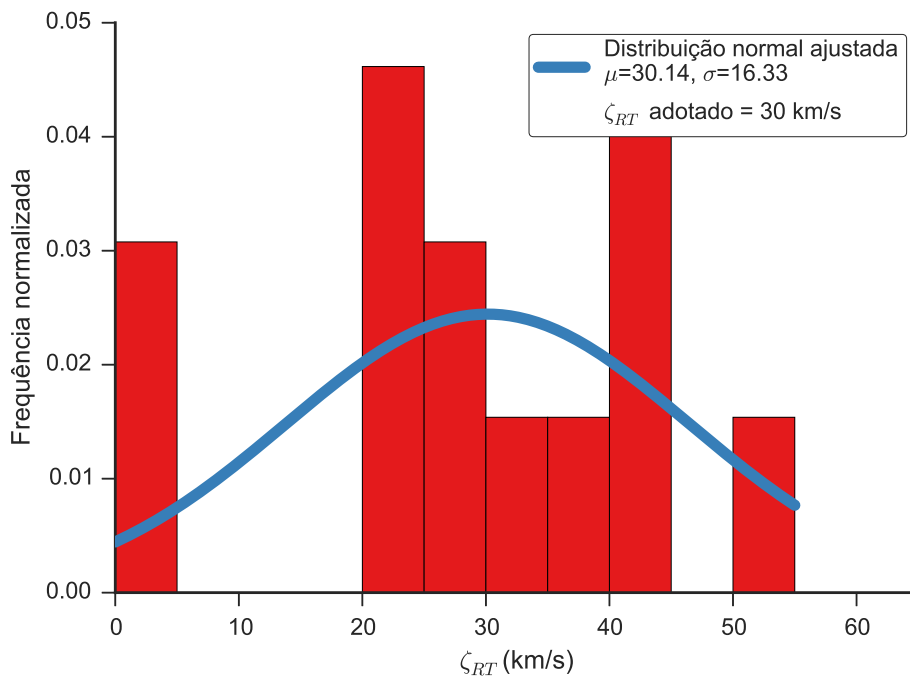


Figura A.104: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade de macroturbulência da estrela ALS 634. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

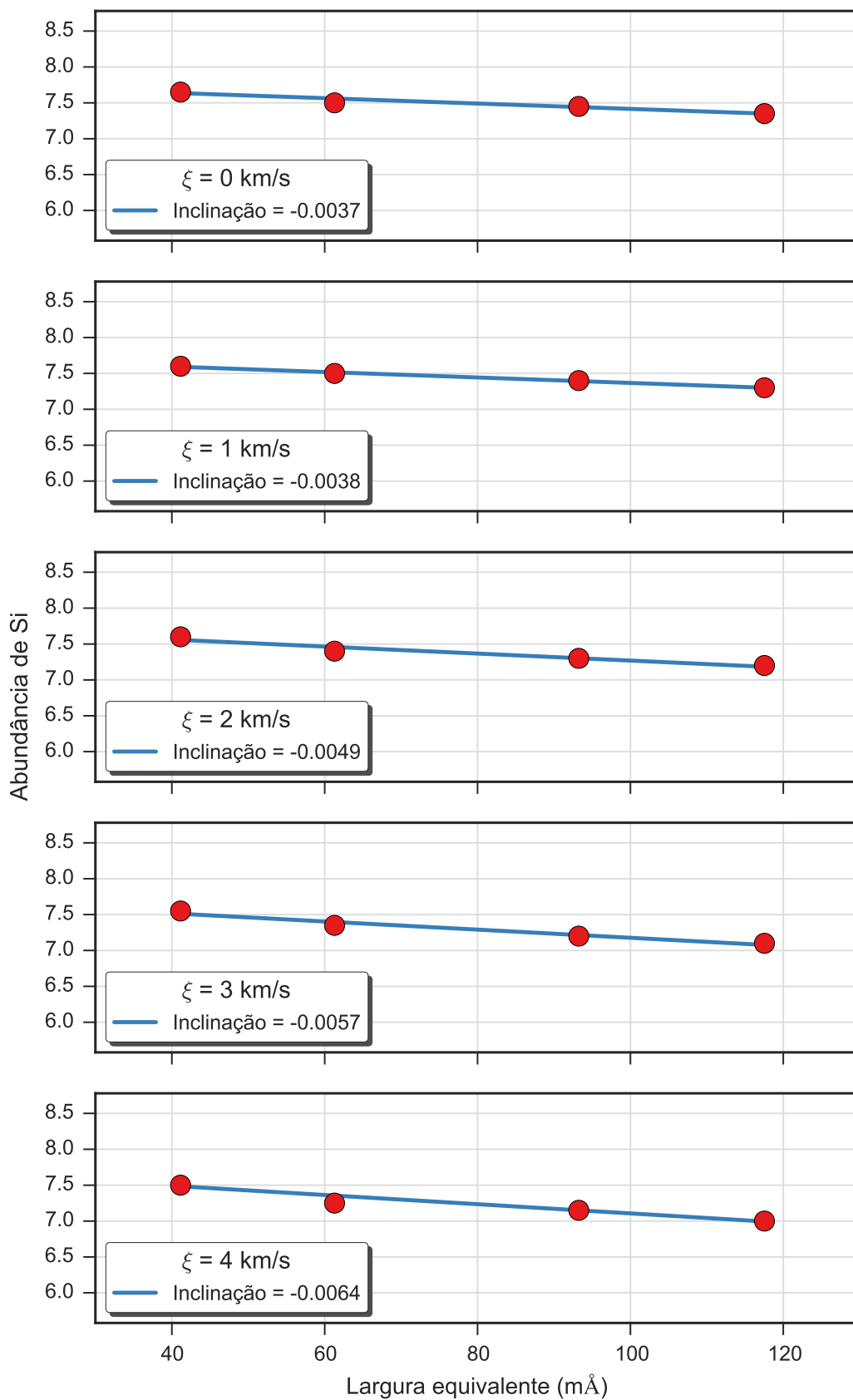


Figura A.105: Valores da abundância de silício para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 634. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

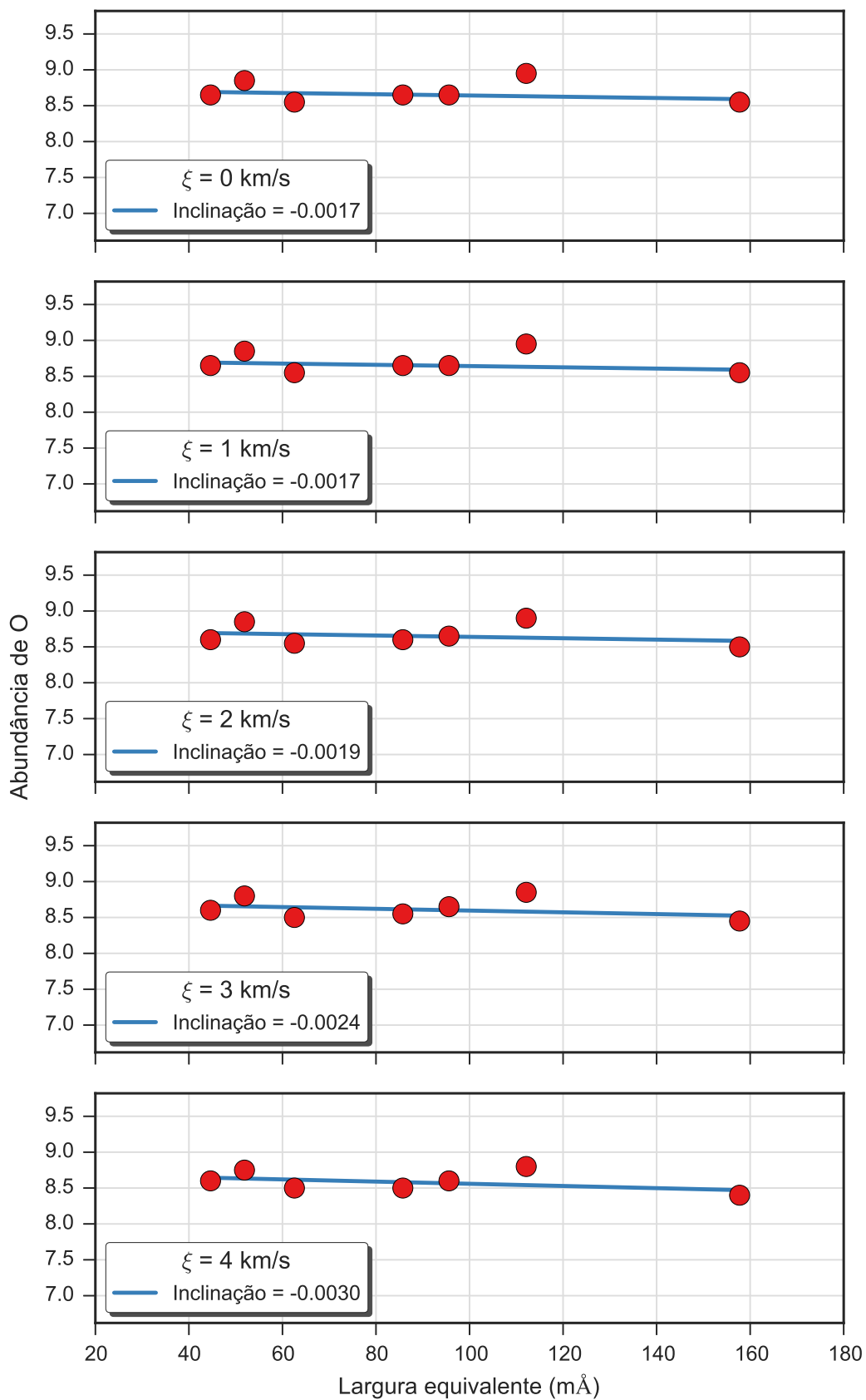


Figura A.106: Valores da abundância de oxigênio para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 634. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.



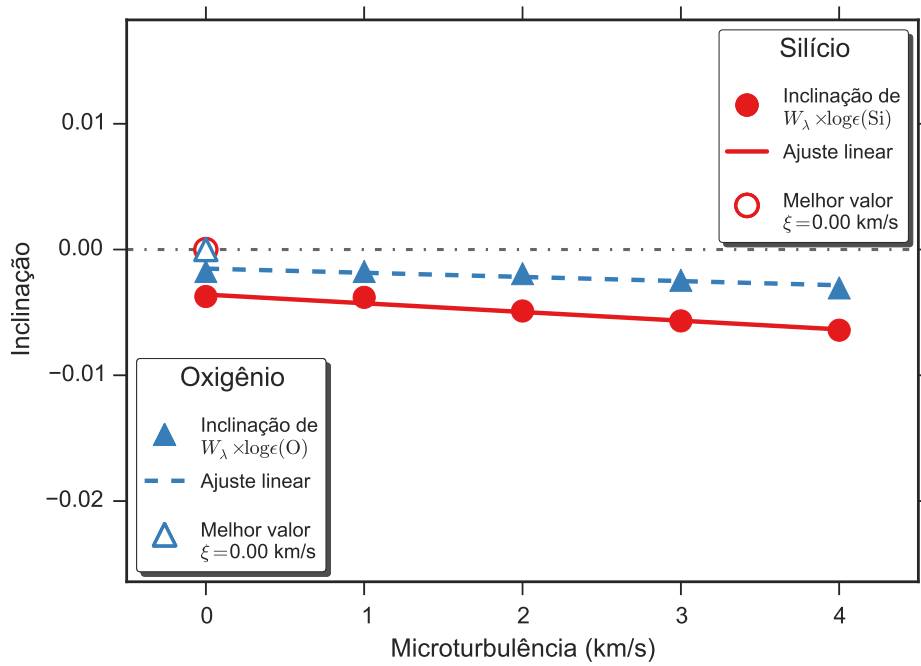


Figura A.107: Determinação do valor da velocidade de microturbulência para a estrela ALS 634 através da identificação da independência do valor da abundância com a intensidade da linha, que ocorre quando a inclinação do ajuste linear é nula. Apresentamos os resultados obtidos para o silício e oxigênio, que podem ser vistos nas Figs. A.105 e A.106, respectivamente. Os pontos preenchidos representam os valores encontrados para cada valor da velocidade de microturbulência, as retas representam ajustes lineares e os pontos preenchidos representam a posição em que a inclinação é nula.

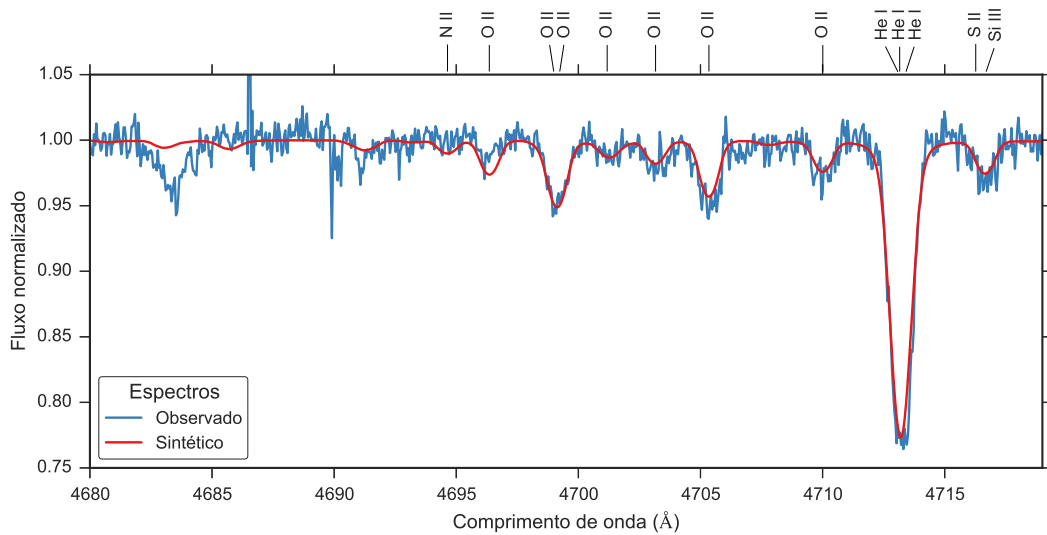


Figura A.108: Comparação entre o espectro observado da estrela ALS 634 (em azul) e o espectro sintético modelado com os parâmetros determinados para esta estrela (em vermelho).

**A.2.10 ALS 644**

ALS 644		
$T_{ef}$	25100	K
$\log g$	4.18	dex
$v \sin i$	9	km/s
$\zeta_{RT}$	5	km/s
$\xi$	1	km/s
$\log(\epsilon)(\text{Si})$	7.54	dex
$\log(\epsilon)(\text{O})$	8.75	dex

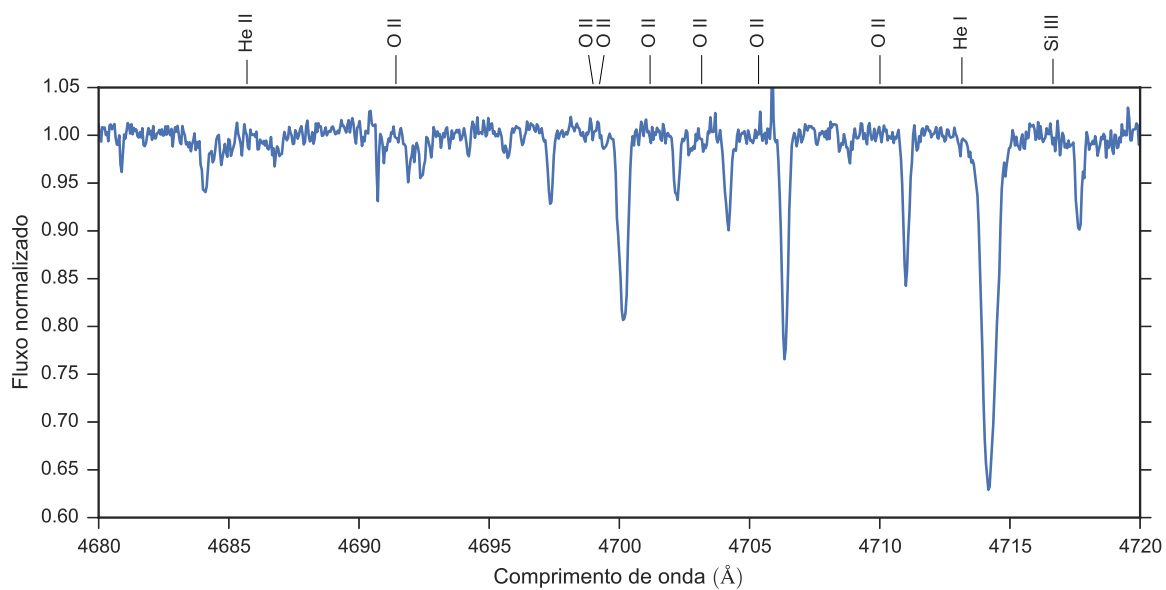


Figura A.109: Espectro da estrela ALS 644. Apenas uma faixa espectral é apresentado como exemplo.

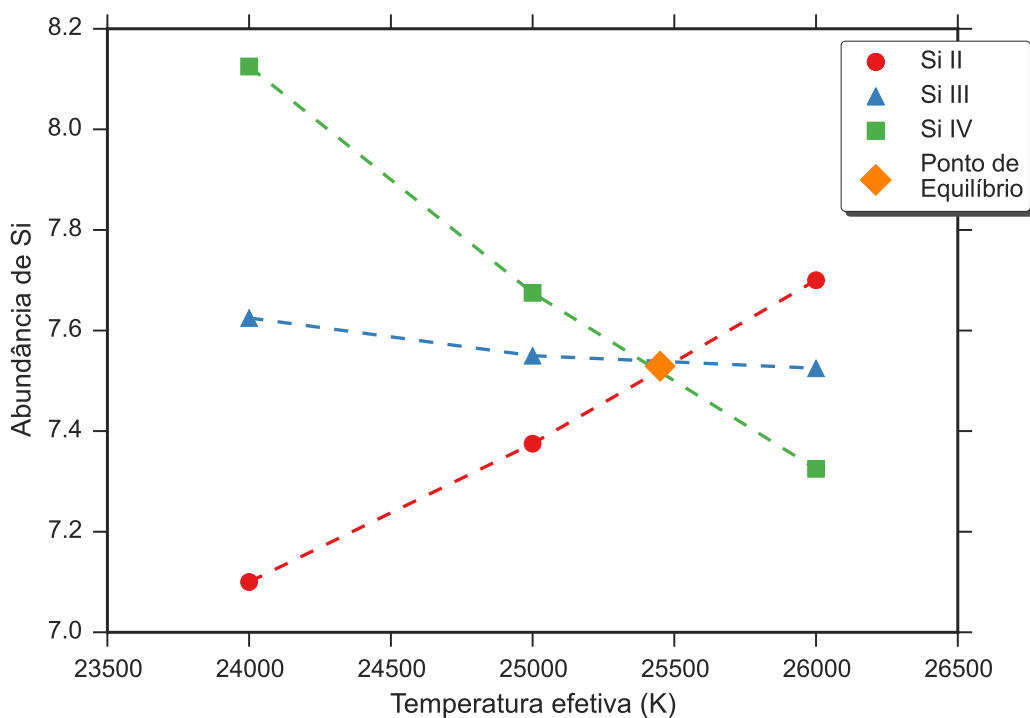


Figura A.110: Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 644. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

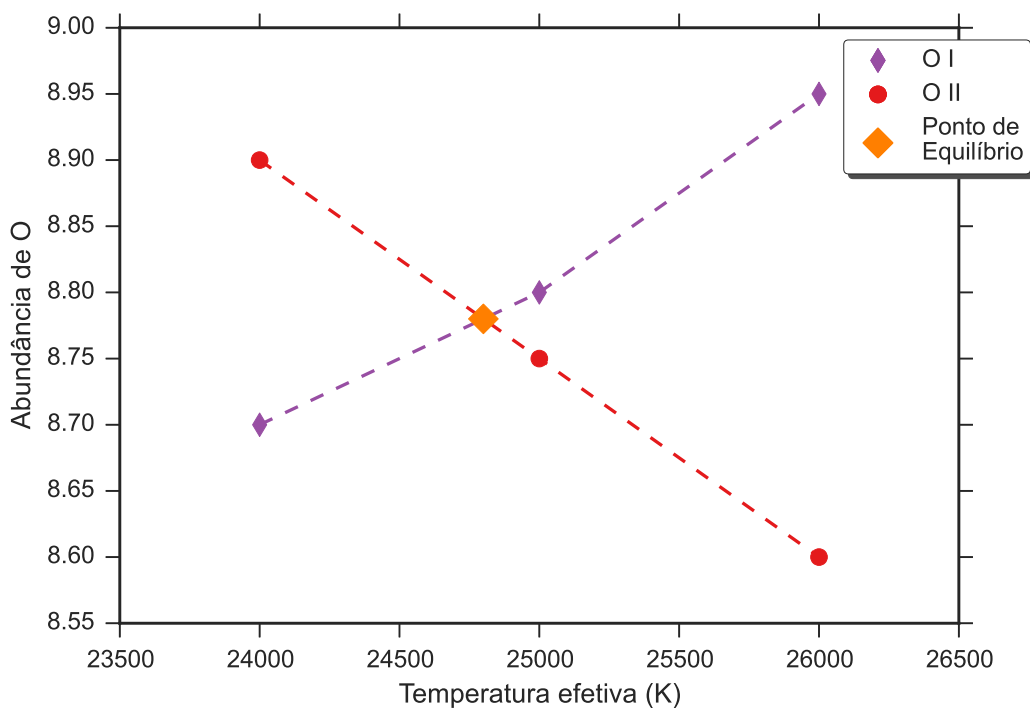


Figura A.111: Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 644. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

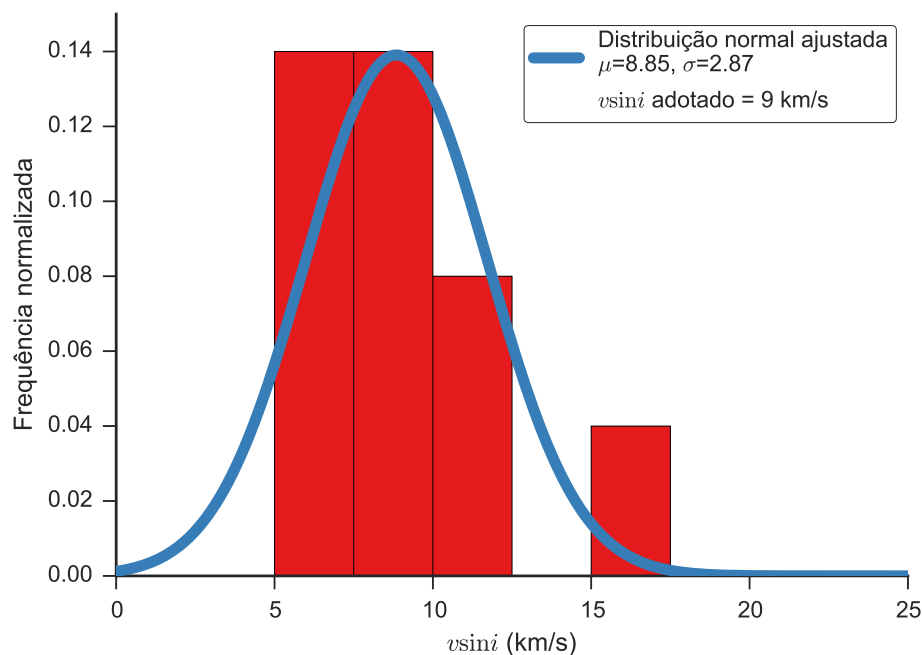


Figura A.112: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade rotacional projetada da estrela ALS 644. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

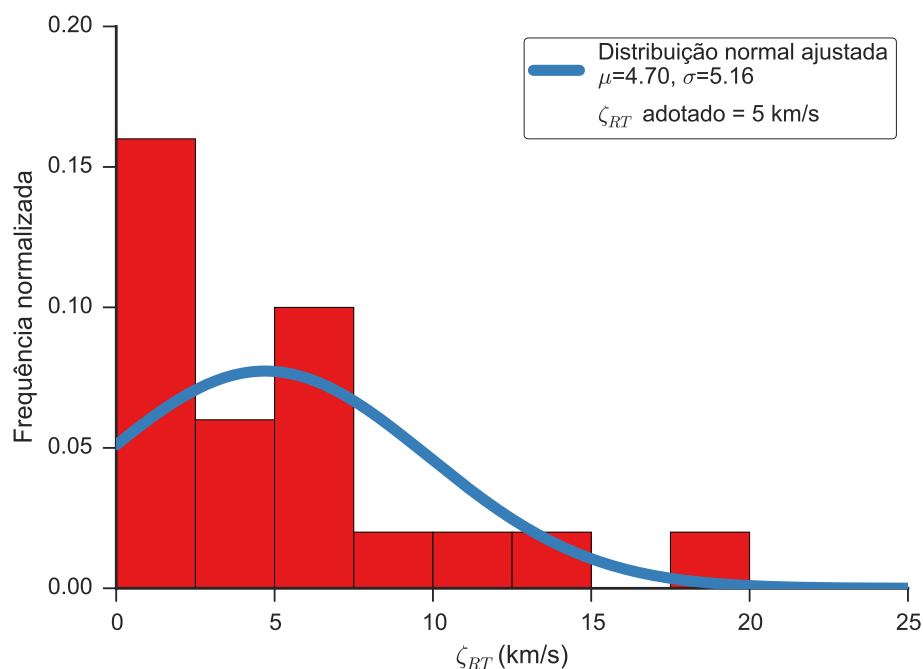


Figura A.113: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade de macroturbulência da estrela ALS 644. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

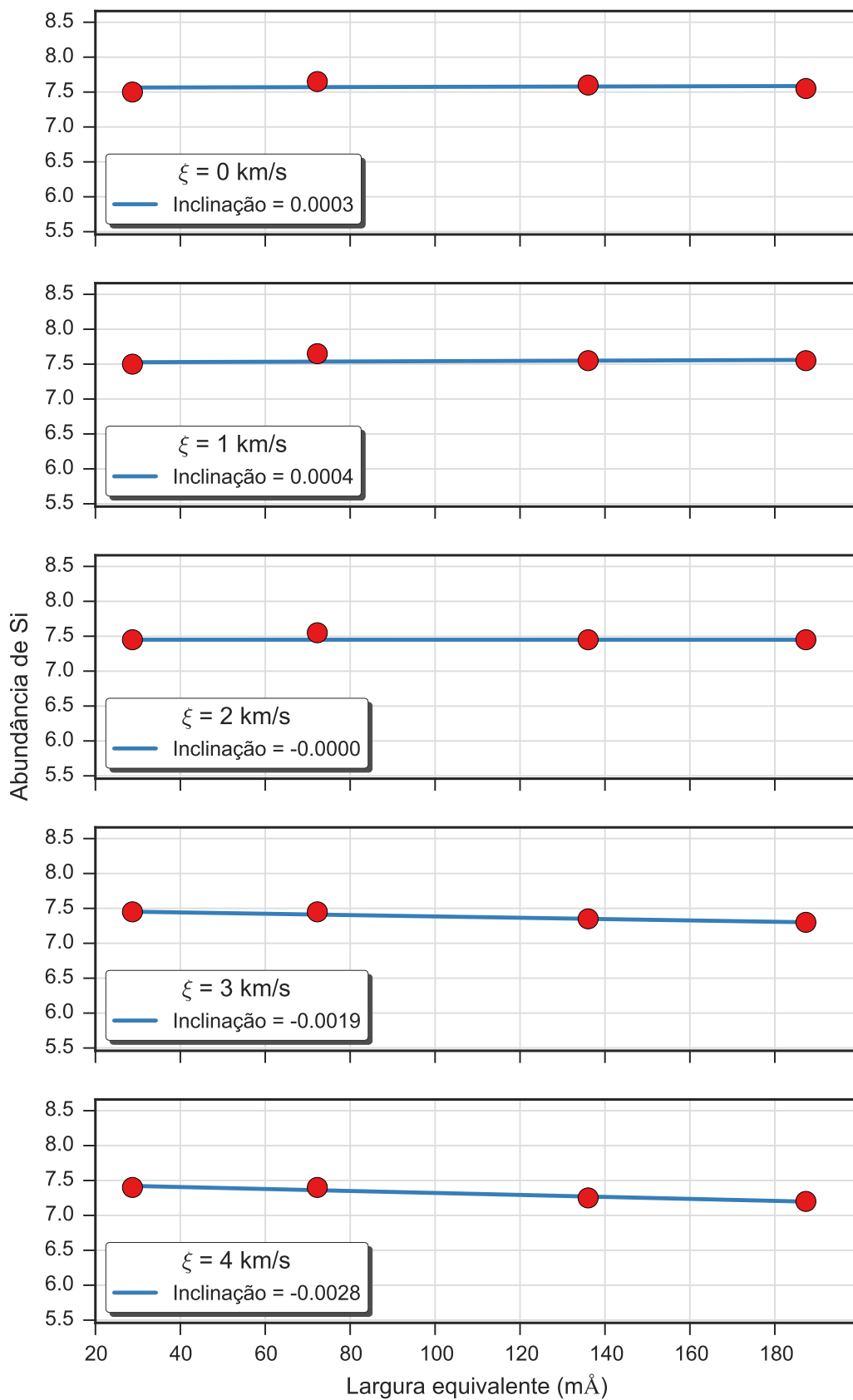


Figura A.114: Valores da abundância de silício para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 644. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

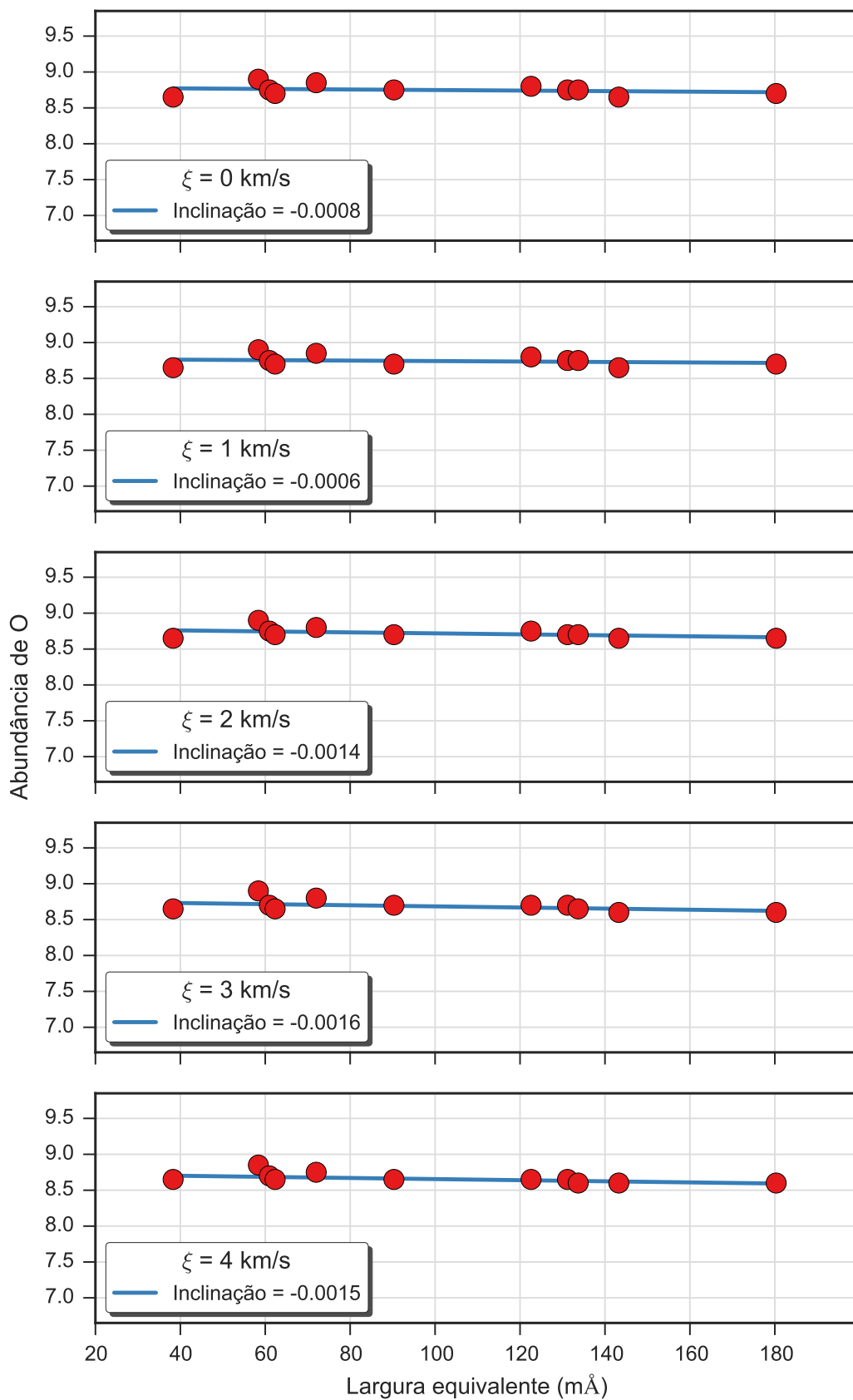


Figura A.115: Valores da abundância de oxigênio para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 644. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

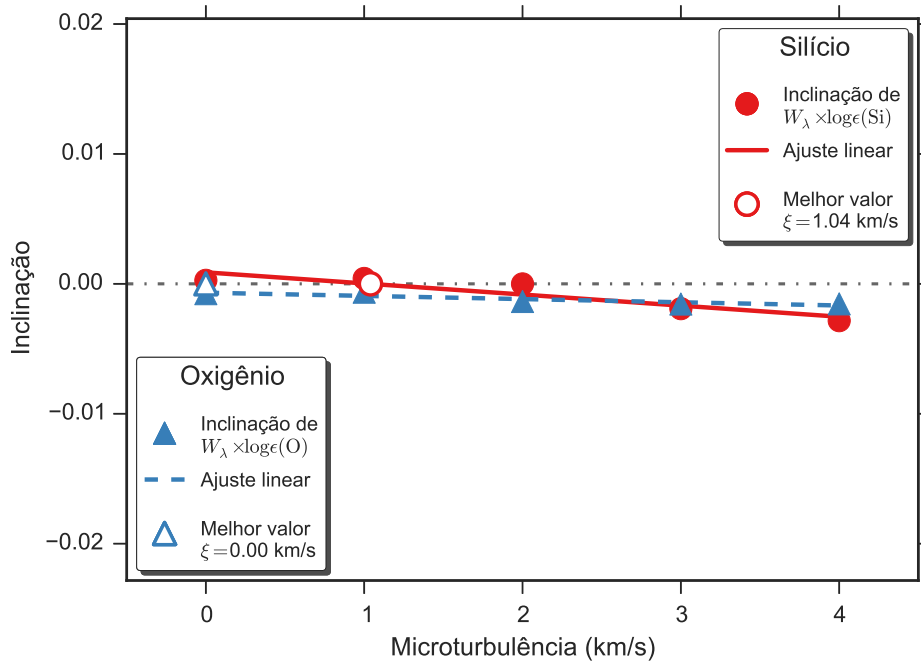


Figura A.116: Determinação do valor da velocidade de microturbulência para a estrela ALS 644 através da identificação da independência do valor da abundância com a intensidade da linha, que ocorre quando a inclinação do ajuste linear é nula. Apresentamos os resultados obtidos para o silício e oxigênio, que podem ser vistos nas Figs. A.114 e A.115, respectivamente. Os pontos preenchidos representam os valores encontrados para cada valor da velocidade de microturbulência, as retas representam ajustes lineares e os pontos preenchidos representam a posição em que a inclinação é nula.

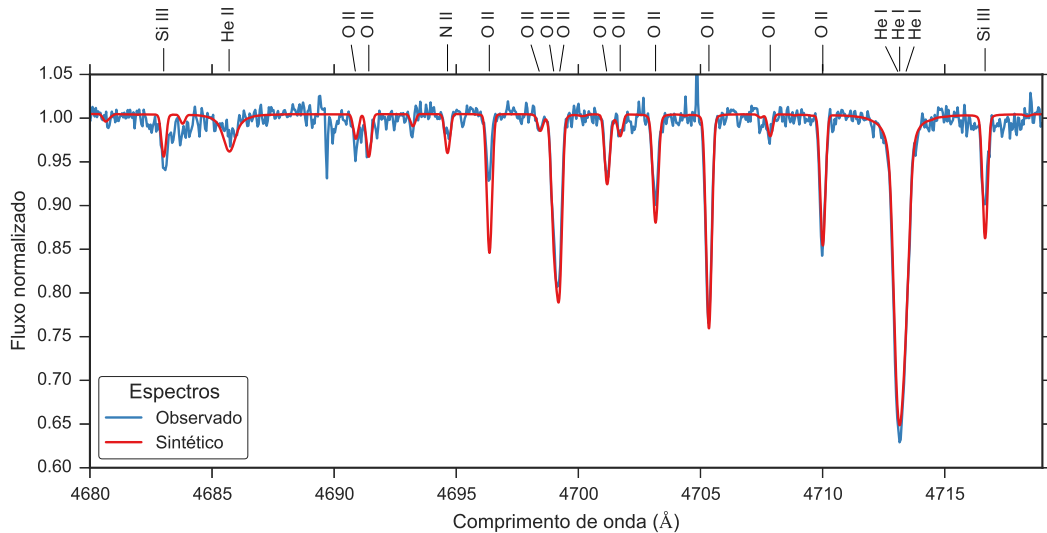


Figura A.117: Comparação entre o espectro observado da estrela ALS 644 (em azul) e o espectro sintético modelado com os parâmetros determinados para esta estrela (em vermelho).

**A.2.11 ALS 777**

ALS 777		
$T_{ef}$	21000	K
$\log g$	3.72	dex
$v \sin i$	54	km/s
$\zeta_{RT}$	39	km/s
$\xi$	4	km/s
$\log(\epsilon)(\text{Si})$	7.25	dex
$\log(\epsilon)(\text{O})$	8.62	dex

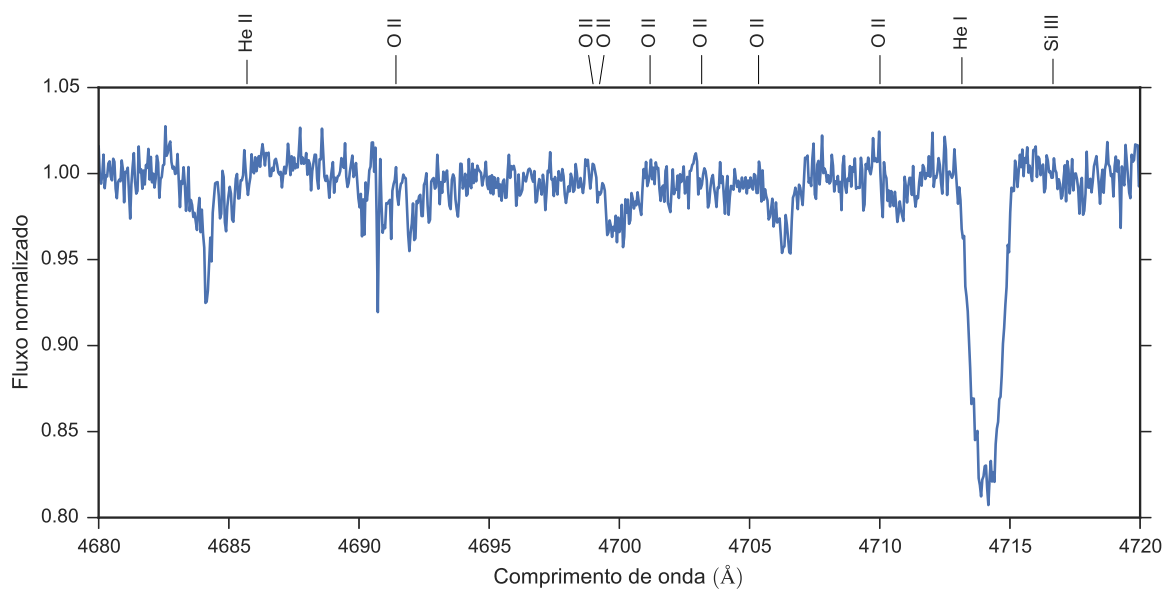


Figura A.118: Espectro da estrela ALS 777. Apenas uma faixa espectral é apresentado como exemplo.



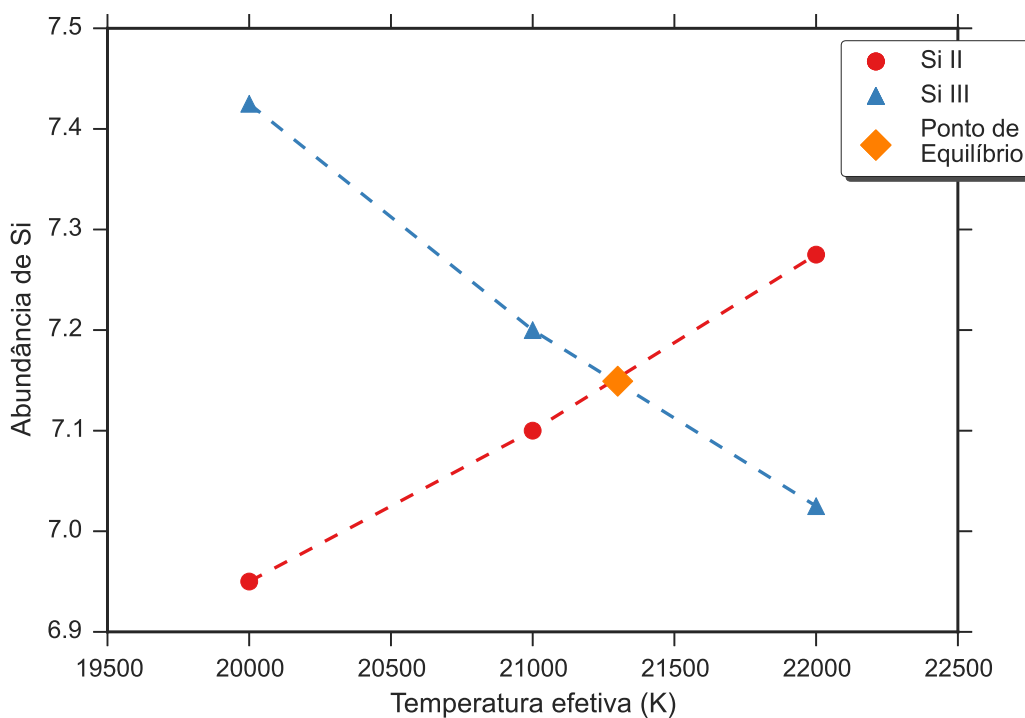


Figura A.119: Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 777. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

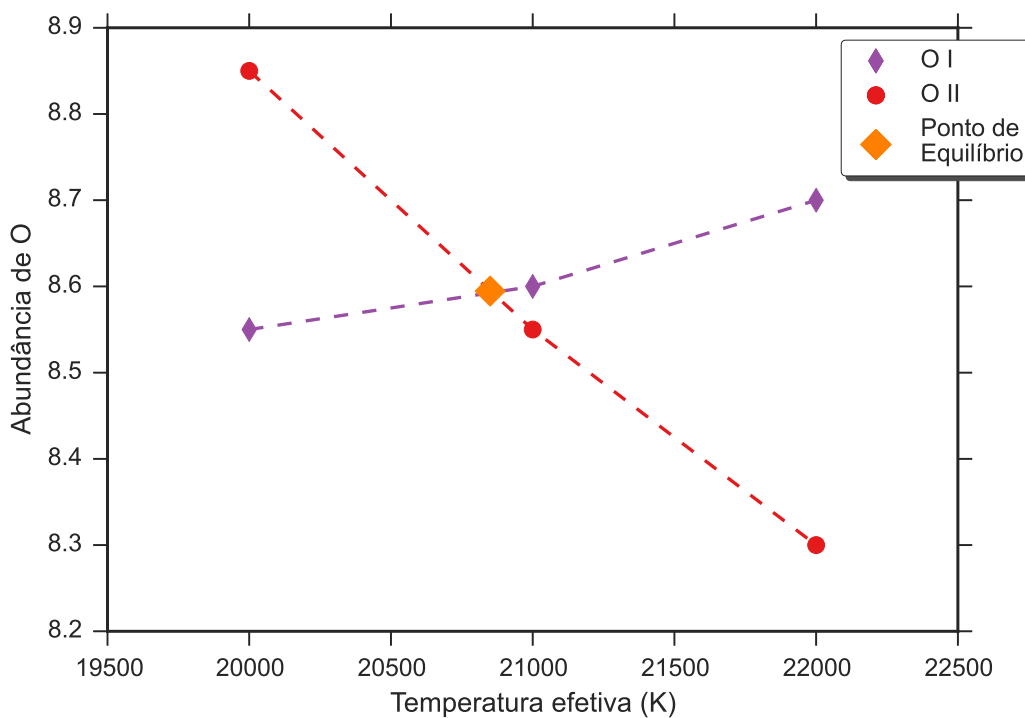


Figura A.120: Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 777. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

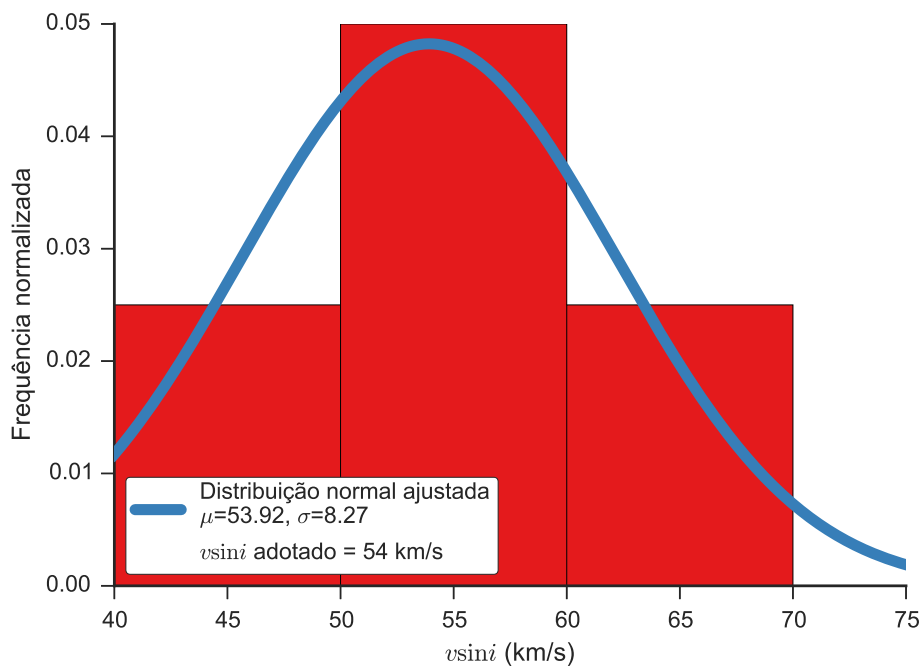


Figura A.121: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade rotacional projetada da estrela ALS 777. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

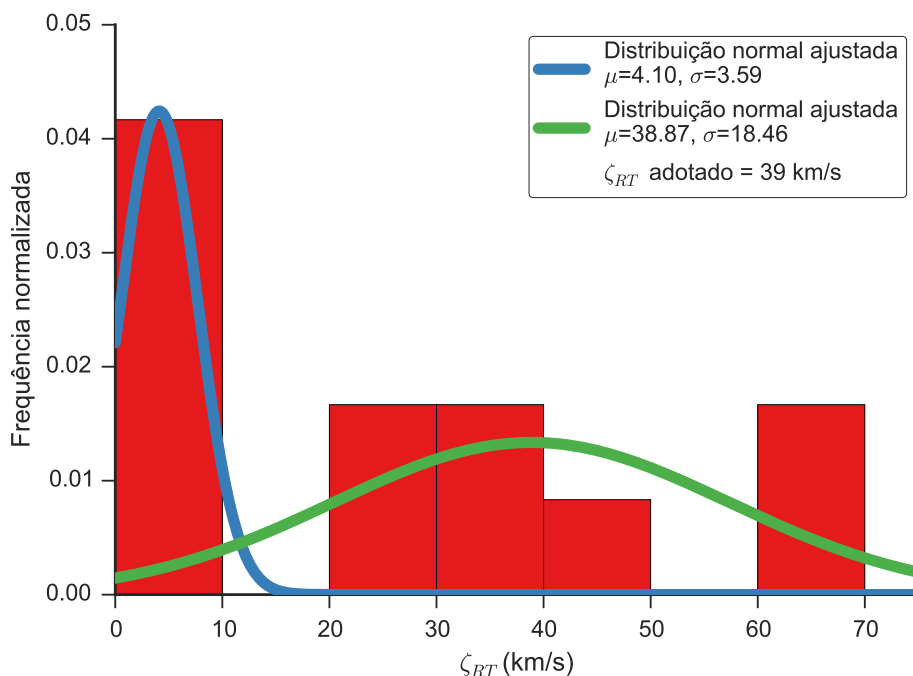


Figura A.122: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade de macroturbulência da estrela ALS 777. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

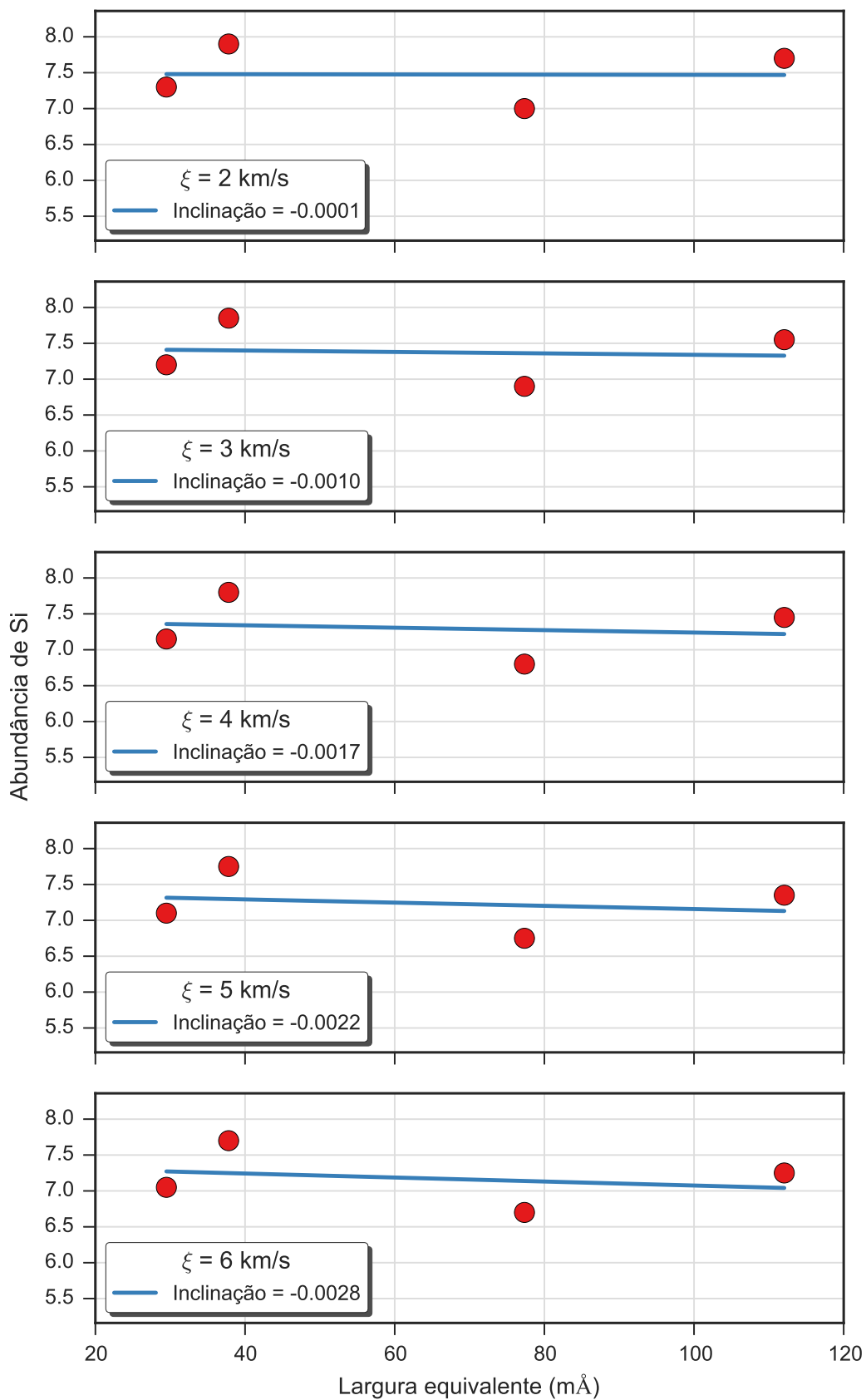


Figura A.123: Valores da abundância de silício para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 777. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

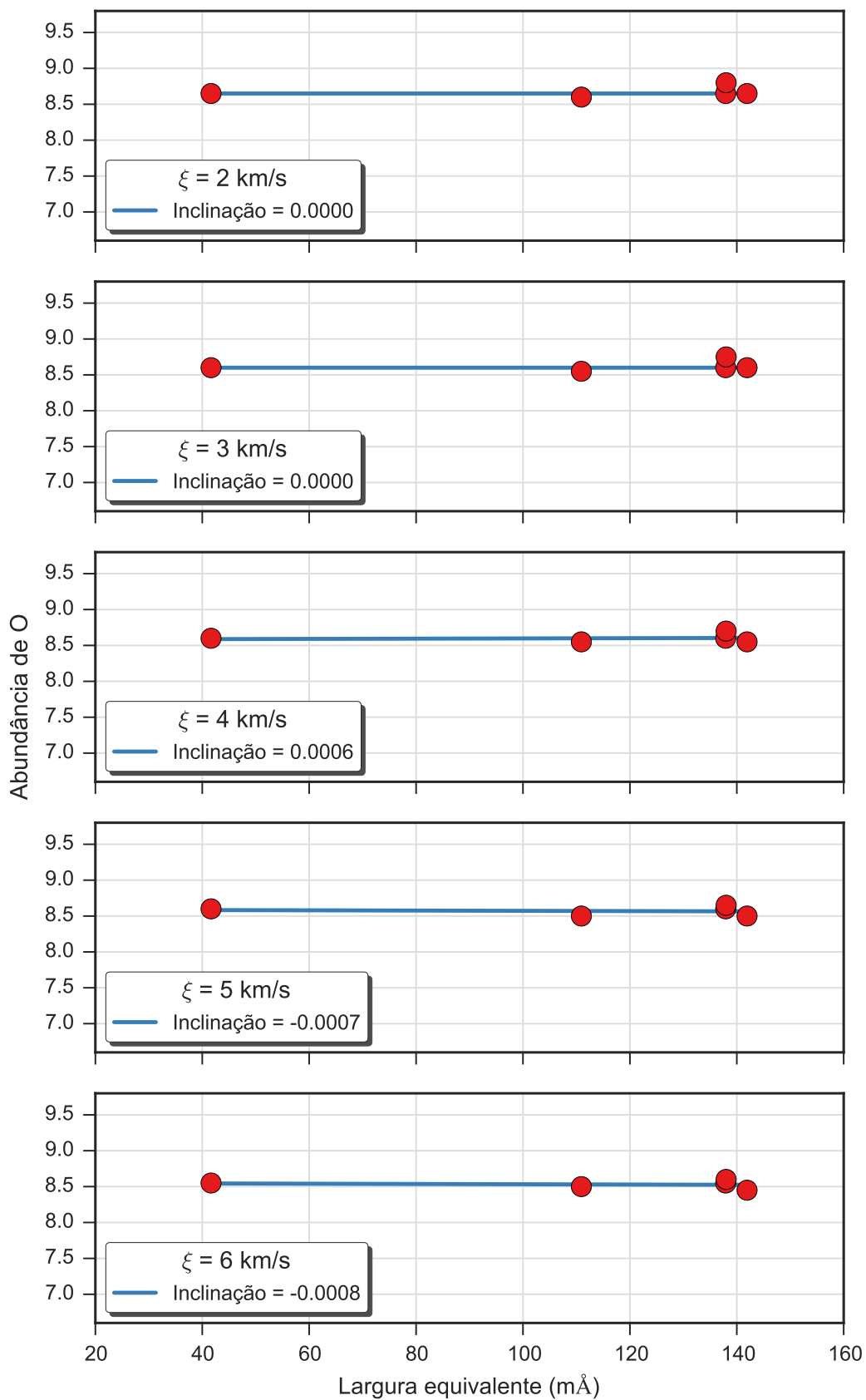


Figura A.124: Valores da abundância de oxigênio para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 777. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

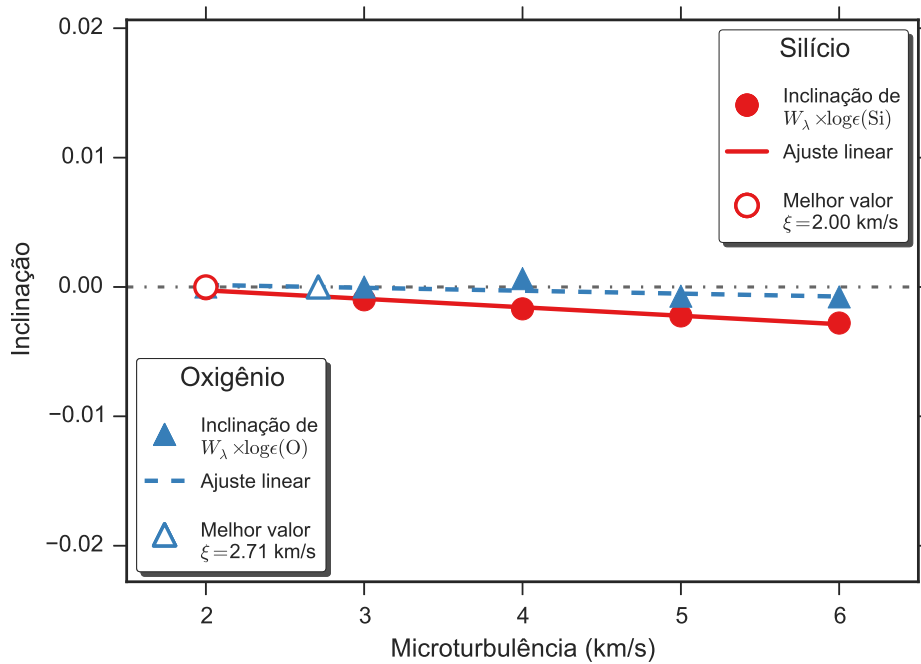


Figura A.125: Determinação do valor da velocidade de microturbulência para a estrela ALS 777 através da identificação da independência do valor da abundância com a intensidade da linha, que ocorre quando a inclinação do ajuste linear é nula. Apresentamos os resultados obtidos para o silício e oxigênio, que podem ser vistos nas Figs. A.123 e A.124, respectivamente. Os pontos preenchidos representam os valores encontrados para cada valor da velocidade de microturbulência, as retas representam ajustes lineares e os pontos preenchidos representam a posição em que a inclinação é nula.

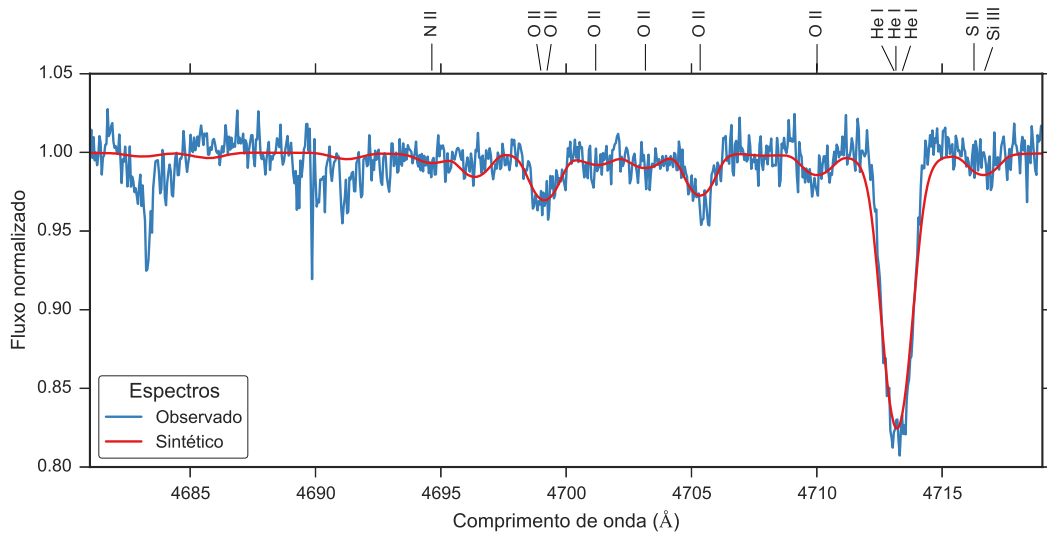


Figura A.126: Comparação entre o espectro observado da estrela ALS 777 (em azul) e o espectro sintético modelado com os parâmetros determinados para esta estrela (em vermelho).

**A.2.12 ALS 904**

ALS 904		
$T_{ef}$	23400	K
$\log g$	3.67	dex
$v \sin i$	9	km/s
$\zeta_{RT}$	8	km/s
$\xi$	4	km/s
$\log(\epsilon)(\text{Si})$	7.33	dex
$\log(\epsilon)(\text{O})$	8.58	dex

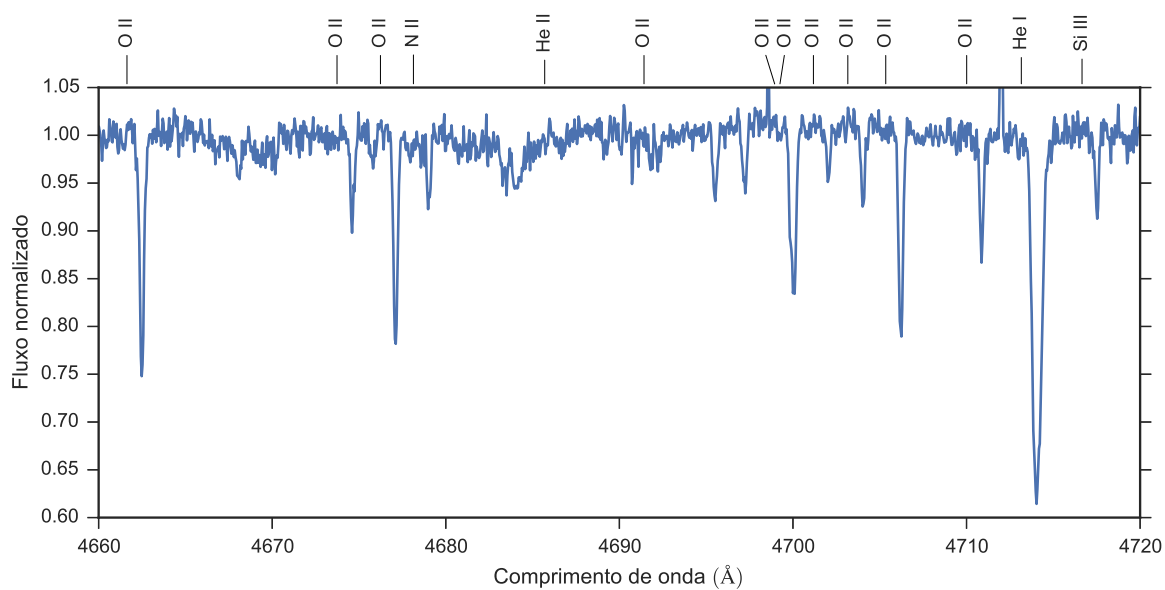


Figura A.127: Espectro da estrela ALS 904. Apenas uma faixa espectral é apresentado como exemplo.

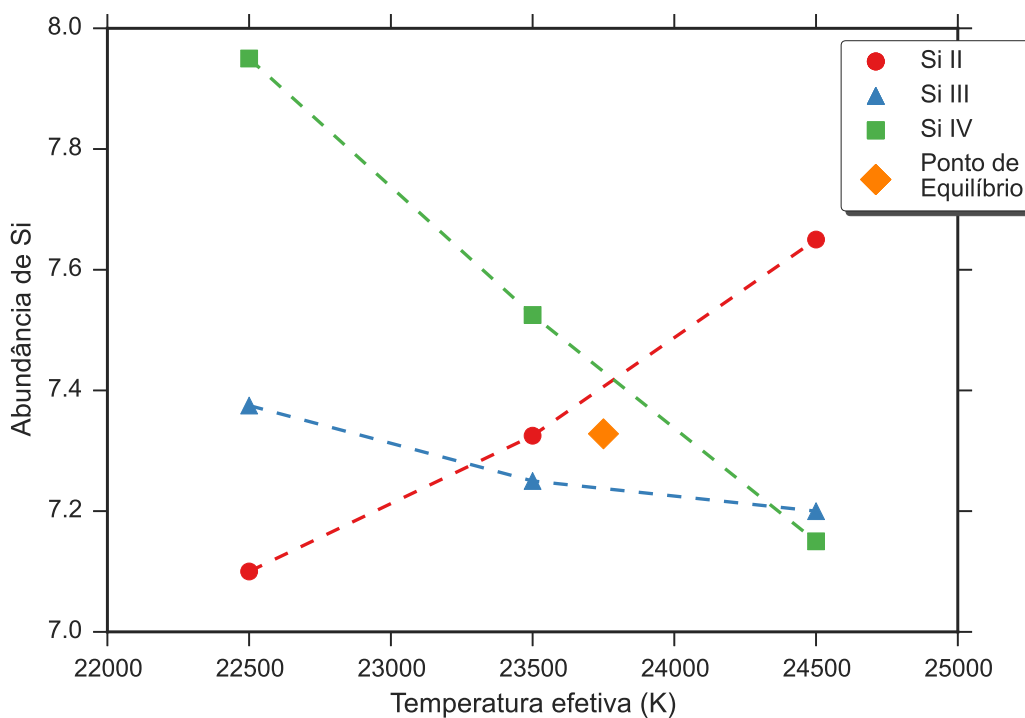


Figura A.128: Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 904. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

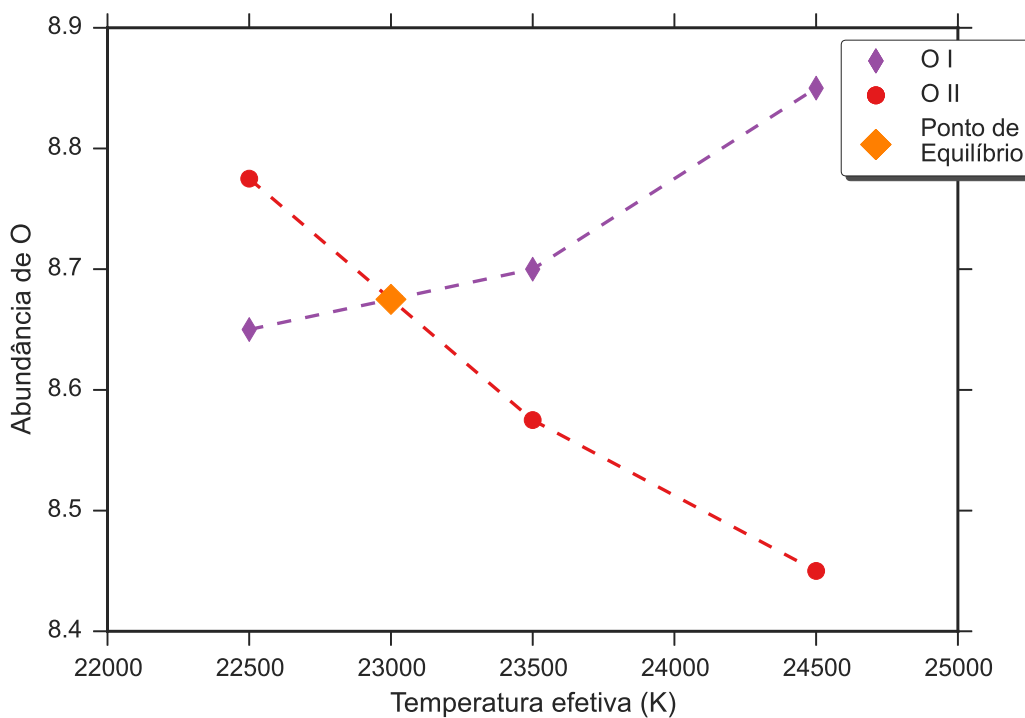


Figura A.129: Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 904. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

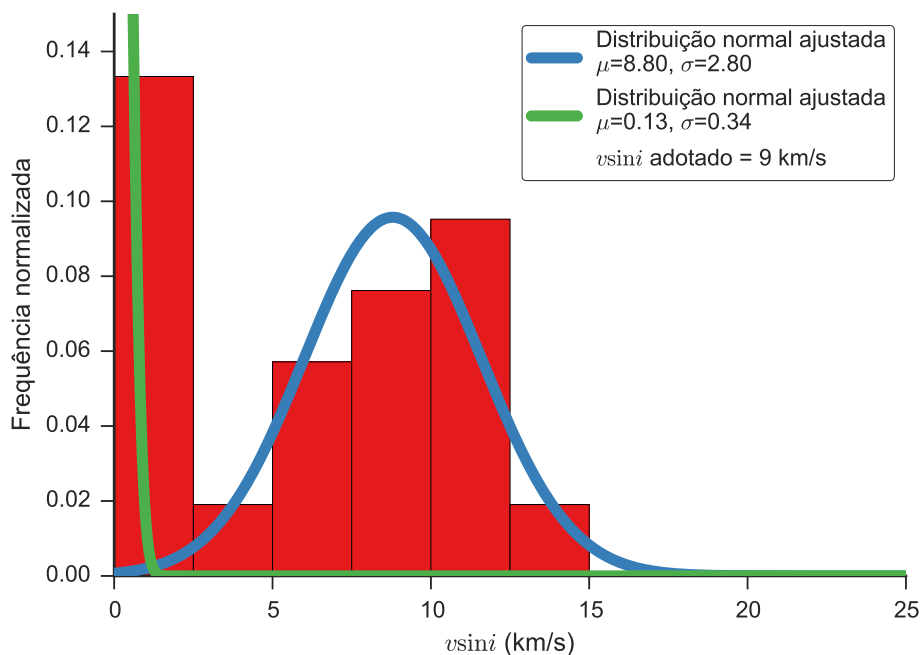


Figura A.130: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade rotacional projetada da estrela ALS 904. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

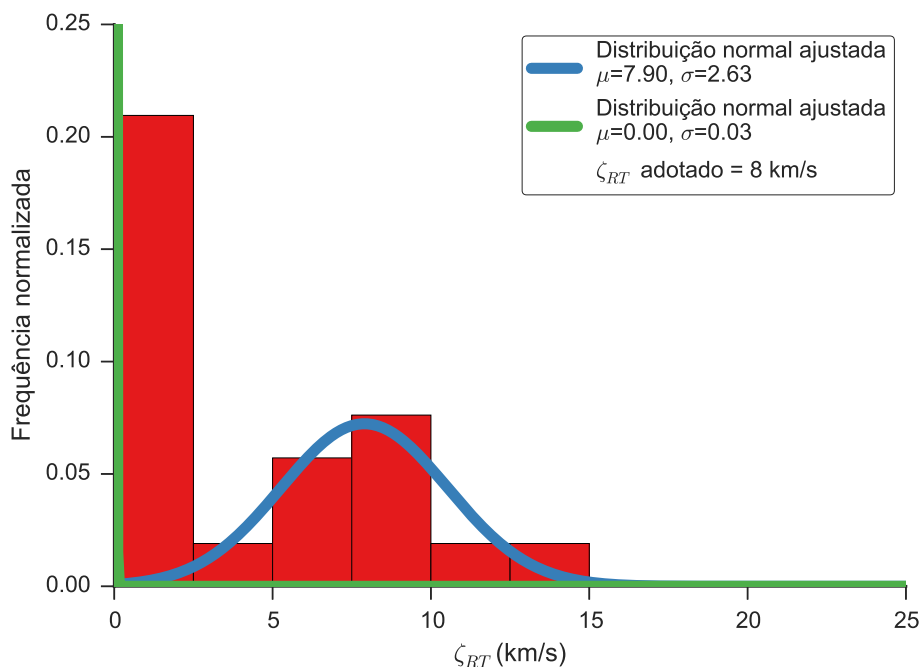


Figura A.131: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade de macroturbulência da estrela ALS 904. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.



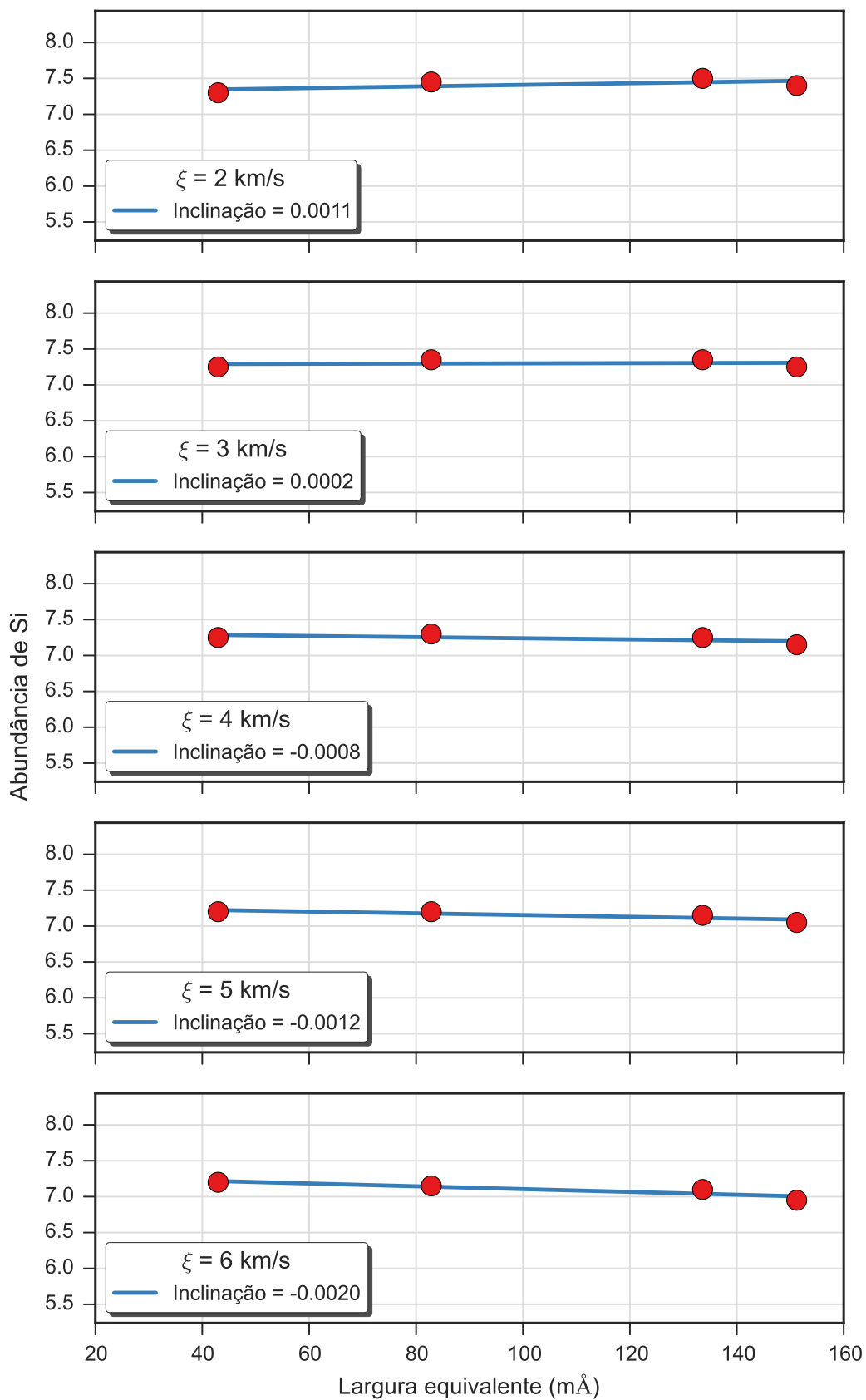


Figura A.132: Valores da abundância de silício para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 904. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

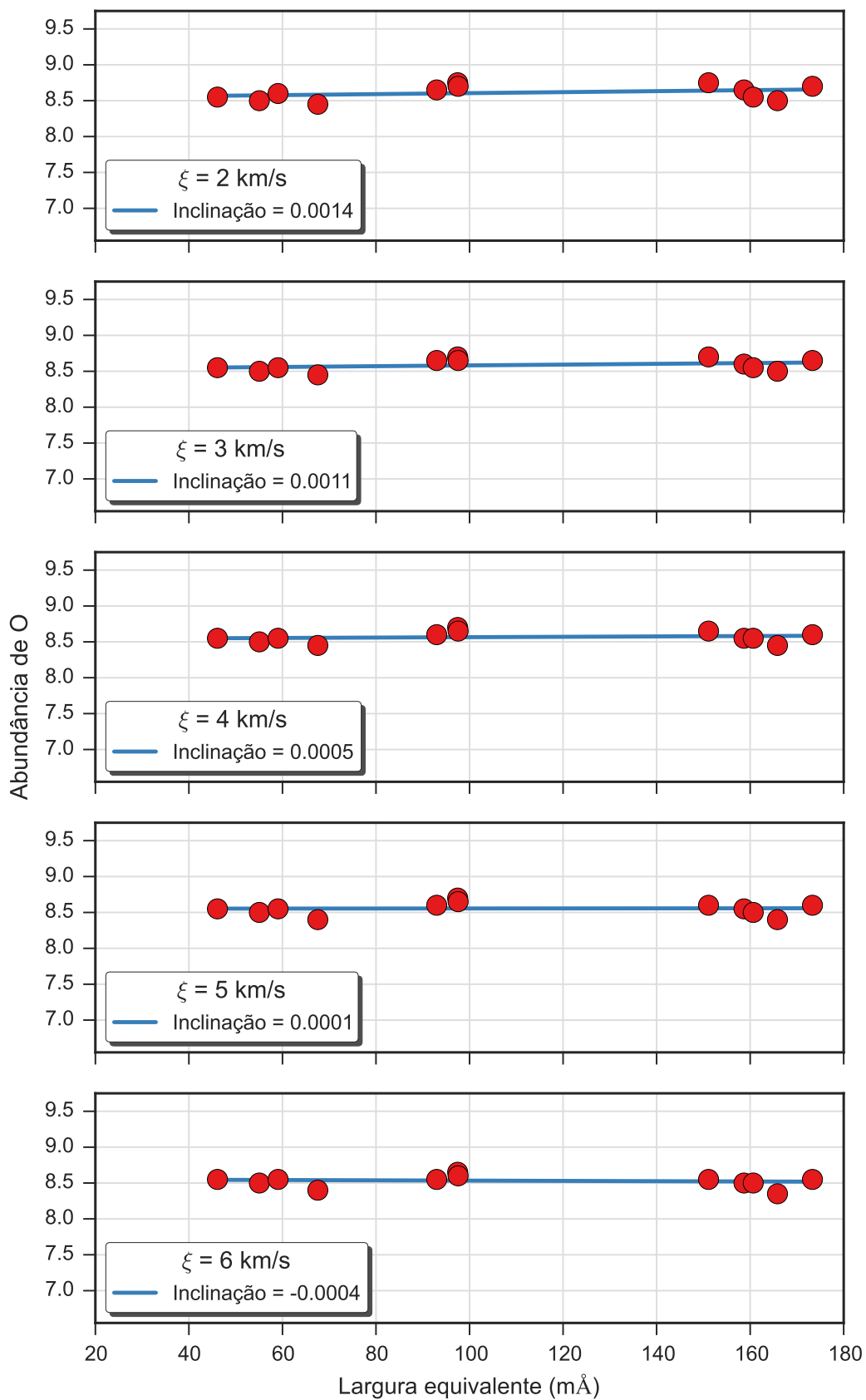


Figura A.133: Valores da abundância de oxigênio para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 904. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

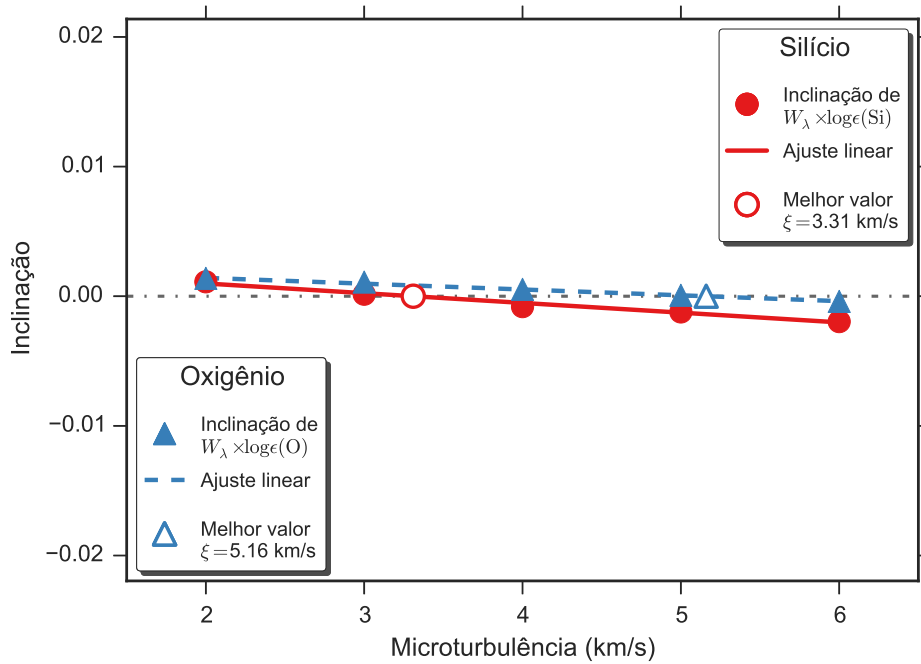


Figura A.134: Determinação do valor da velocidade de microturbulência para a estrela ALS 904 através da identificação da independência do valor da abundância com a intensidade da linha, que ocorre quando a inclinação do ajuste linear é nula. Apresentamos os resultados obtidos para o silício e oxigênio, que podem ser vistos nas Figs. A.132 e A.133, respectivamente. Os pontos preenchidos representam os valores encontrados para cada valor da velocidade de microturbulência, as retas representam ajustes lineares e os pontos preenchidos representam a posição em que a inclinação é nula.

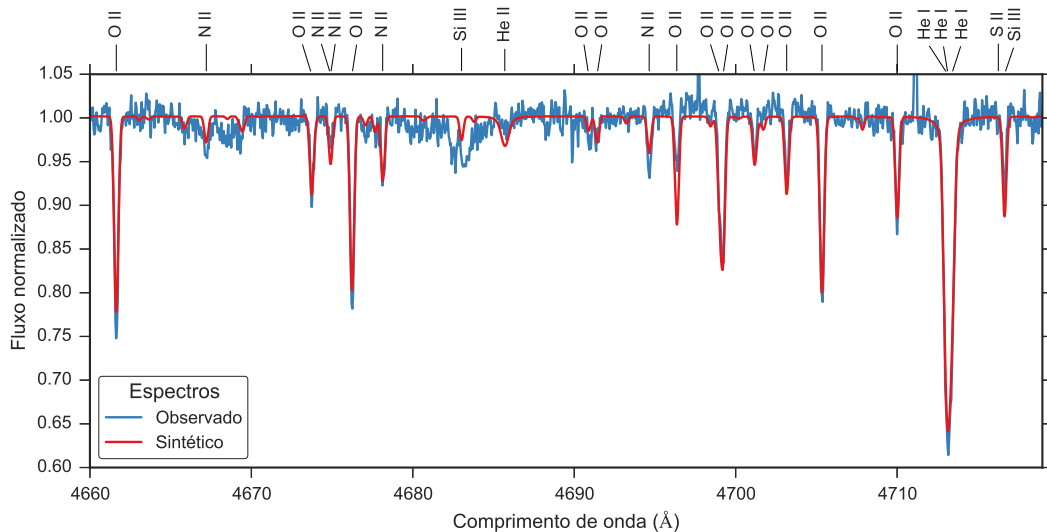


Figura A.135: Comparação entre o espectro observado da estrela ALS 904 (em azul) e o espectro sintético modelado com os parâmetros determinados para esta estrela (em vermelho).

**A.2.13 ALS 914**

ALS 914		
$T_{ef}$	27800	K
$\log g$	3.9	dex
$v \sin i$	21	km/s
$\zeta_{RT}$	25	km/s
$\xi$	10	km/s
$\log(\epsilon)(\text{Si})$	7.35	dex
$\log(\epsilon)(\text{O})$	8.54	dex

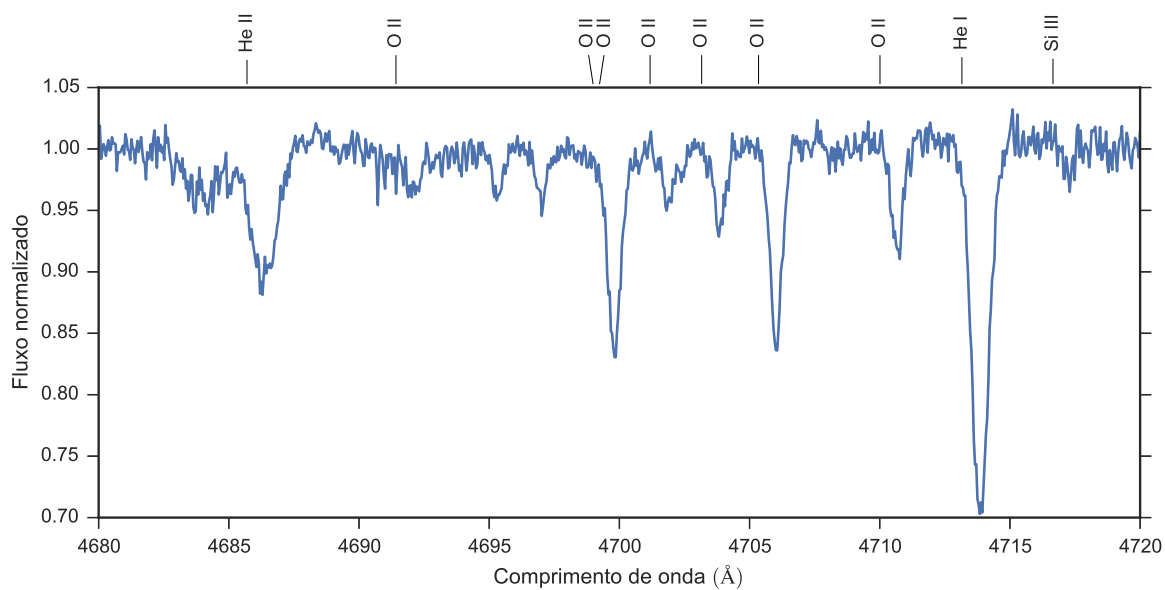


Figura A.136: Espectro da estrela ALS 914. Apenas uma faixa espectral é apresentado como exemplo.

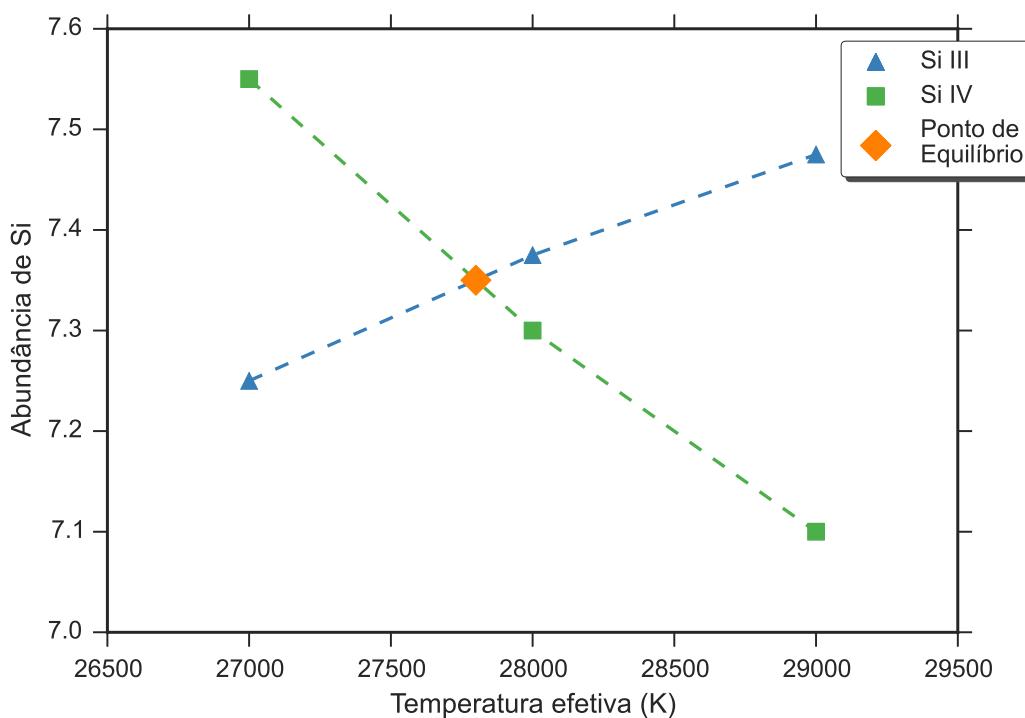


Figura A.137: Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 914. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

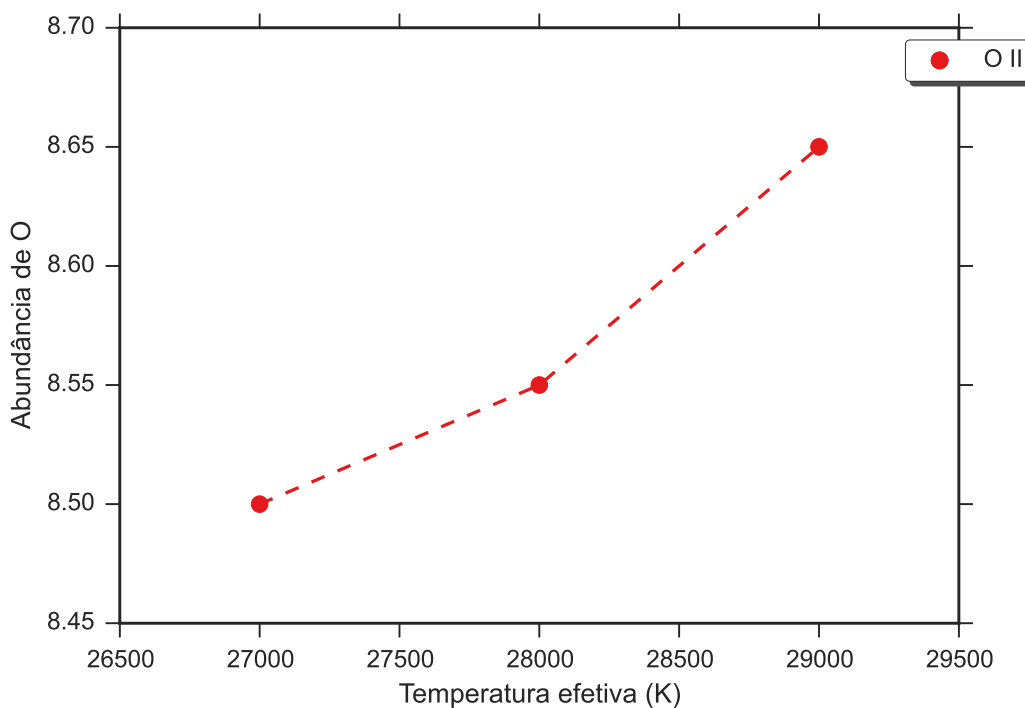


Figura A.138: Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 914. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

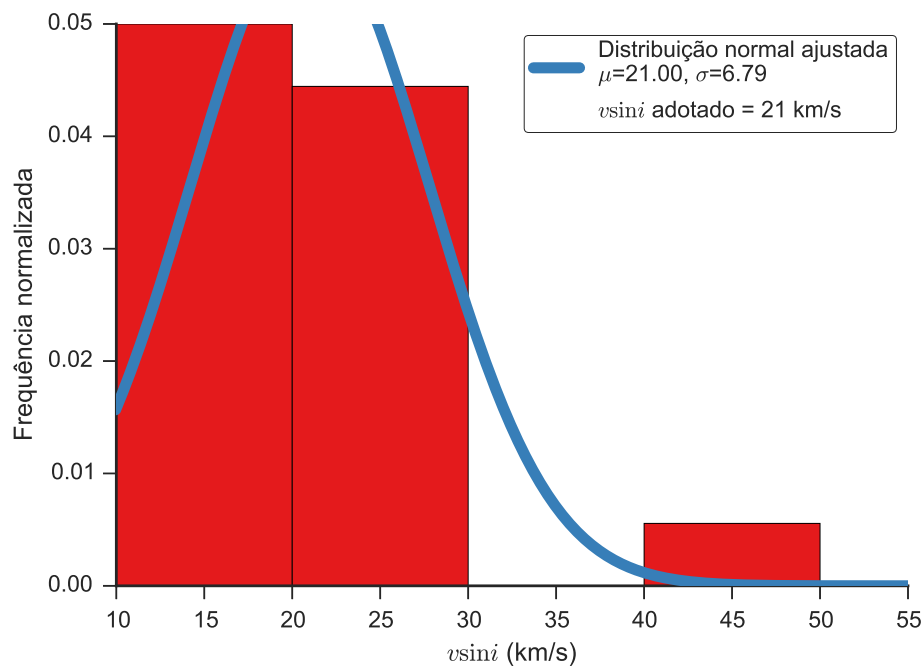


Figura A.139: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade rotacional projetada da estrela ALS 914. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

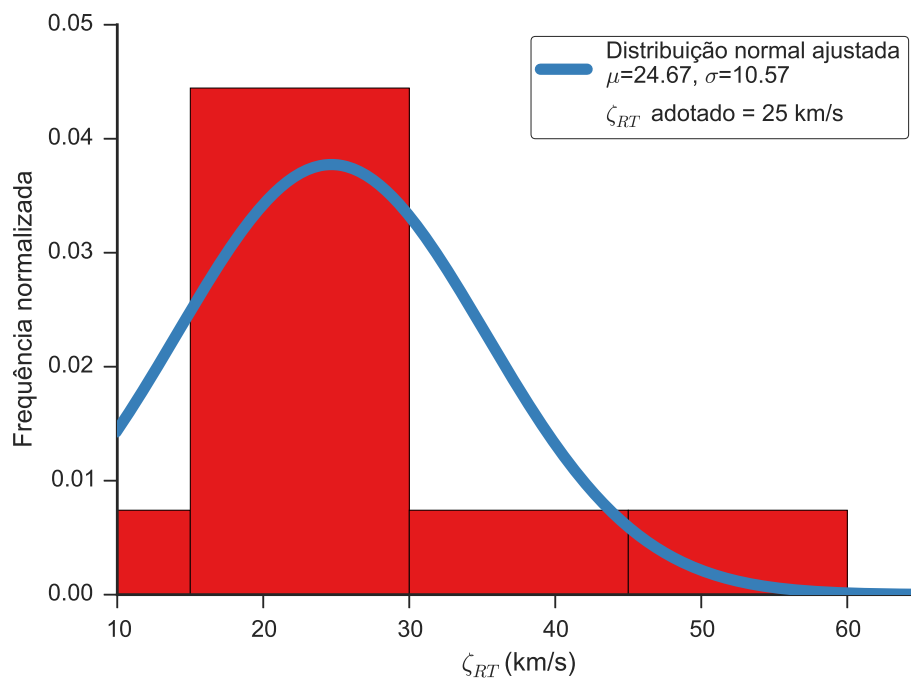


Figura A.140: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade de macroturbulência da estrela ALS 914. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

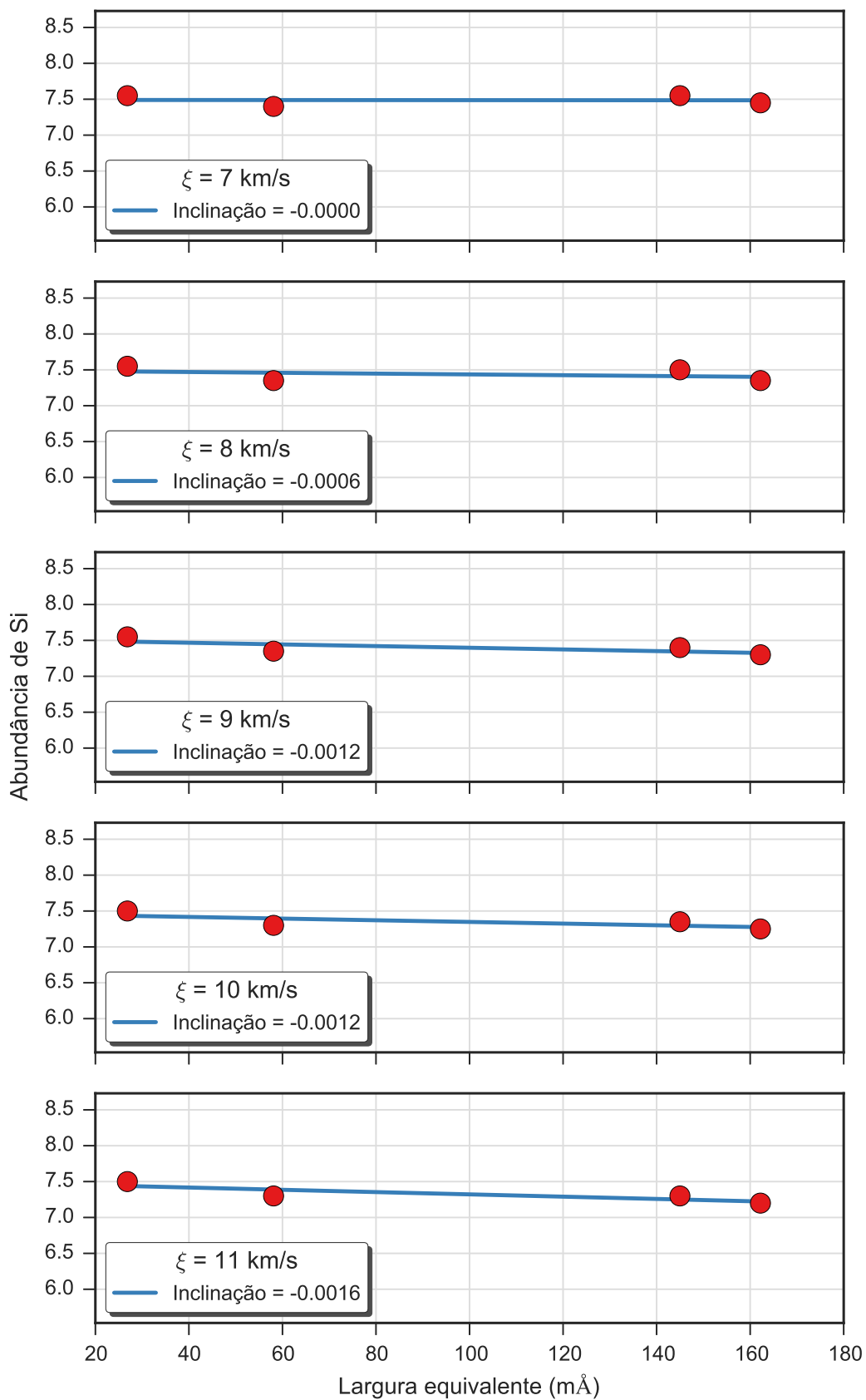


Figura A.141: Valores da abundância de silício para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 914. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

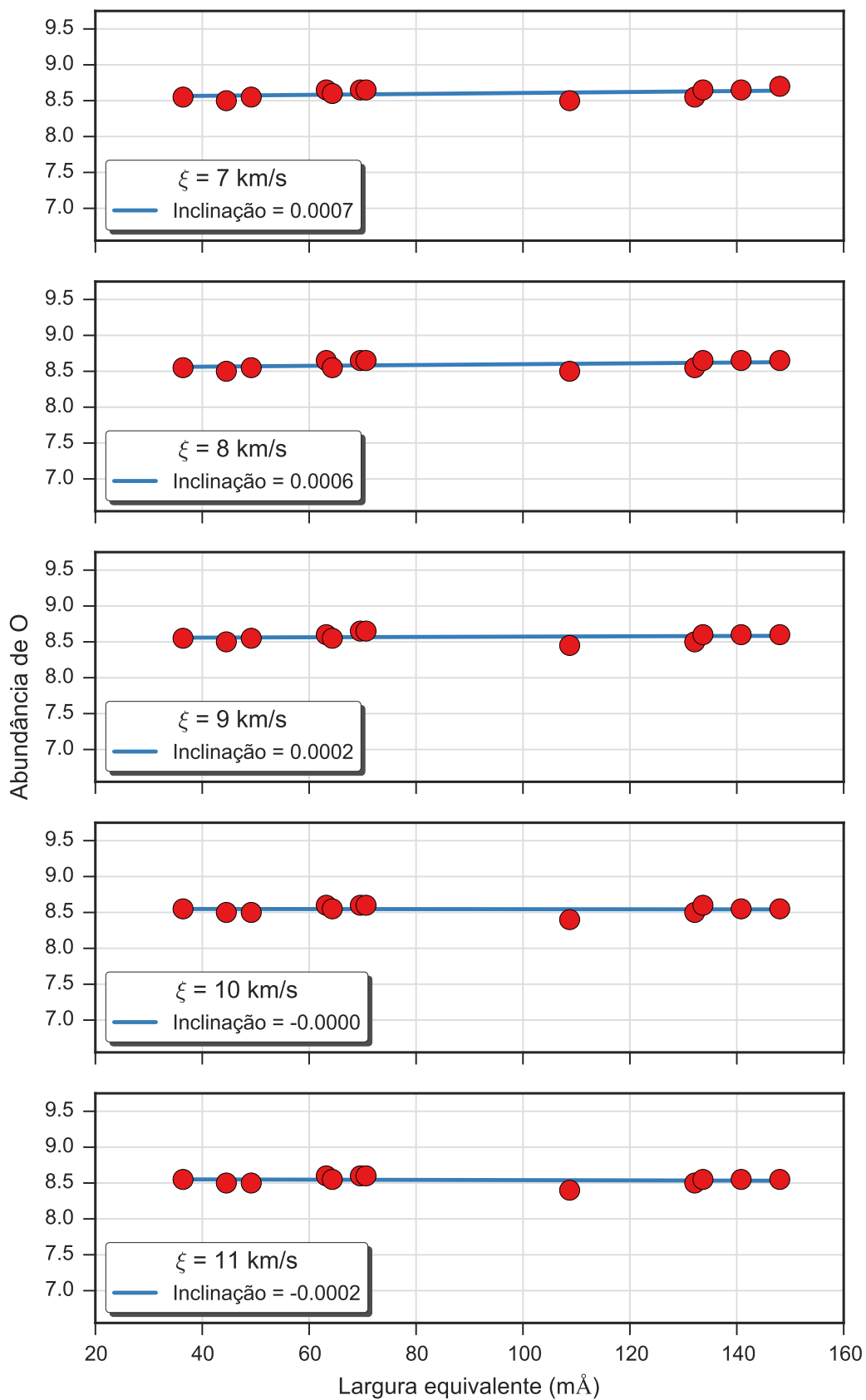


Figura A.142: Valores da abundância de oxigênio para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 914. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.



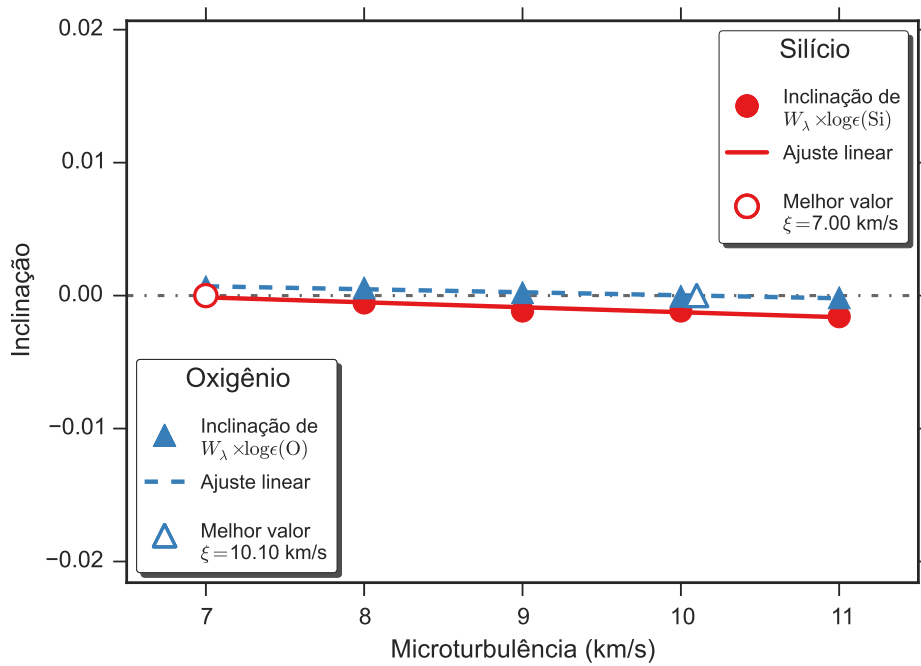


Figura A.143: Determinação do valor da velocidade de microturbulência para a estrela ALS 914 através da identificação da independência do valor da abundância com a intensidade da linha, que ocorre quando a inclinação do ajuste linear é nula. Apresentamos os resultados obtidos para o silício e oxigênio, que podem ser vistos nas Figs. A.141 e A.142, respectivamente. Os pontos preenchidos representam os valores encontrados para cada valor da velocidade de microturbulência, as retas representam ajustes lineares e os pontos preenchidos representam a posição em que a inclinação é nula.

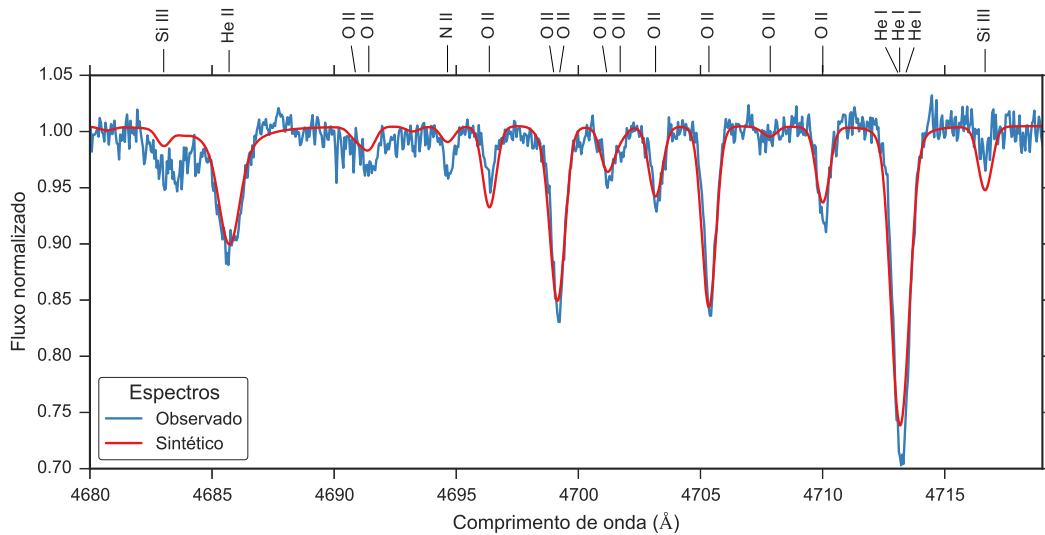


Figura A.144: Comparação entre o espectro observado da estrela ALS 914 (em azul) e o espectro sintético modelado com os parâmetros determinados para esta estrela (em vermelho).

**A.2.14 ALS 921**

ALS 921		
$T_{ef}$	23800	K
$\log g$	3.22	dex
$v \sin i$	33	km/s
$\zeta_{RT}$	28	km/s
$\xi$	14	km/s
$\log(\epsilon)(\text{Si})$	7.33	dex
$\log(\epsilon)(\text{O})$	8.6	dex

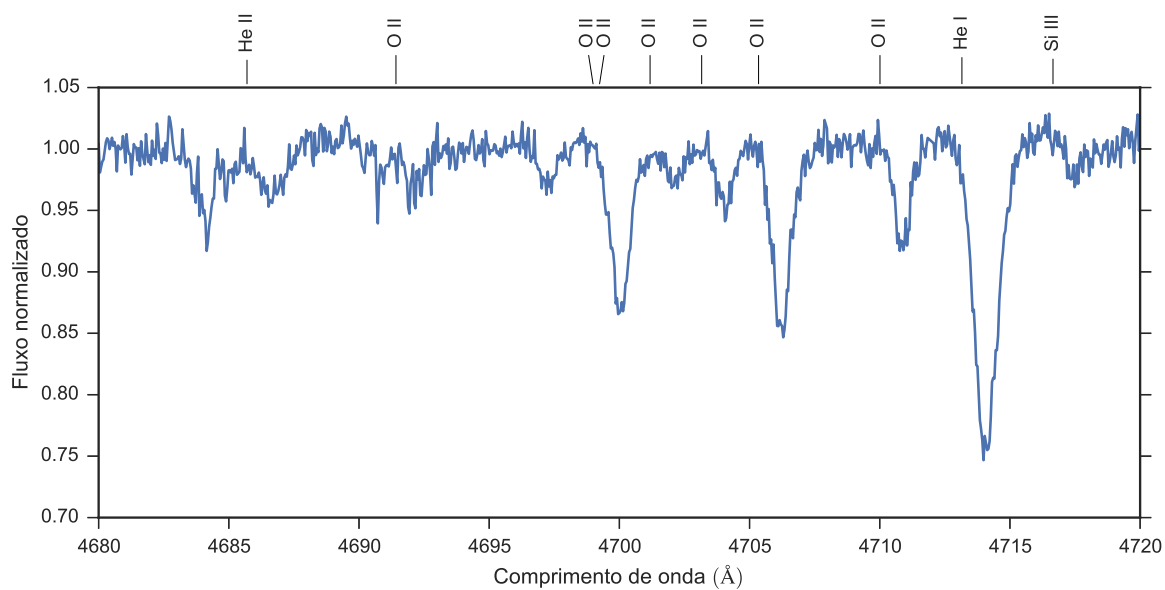


Figura A.145: Espectro da estrela ALS 921. Apenas uma faixa espectral é apresentado como exemplo.

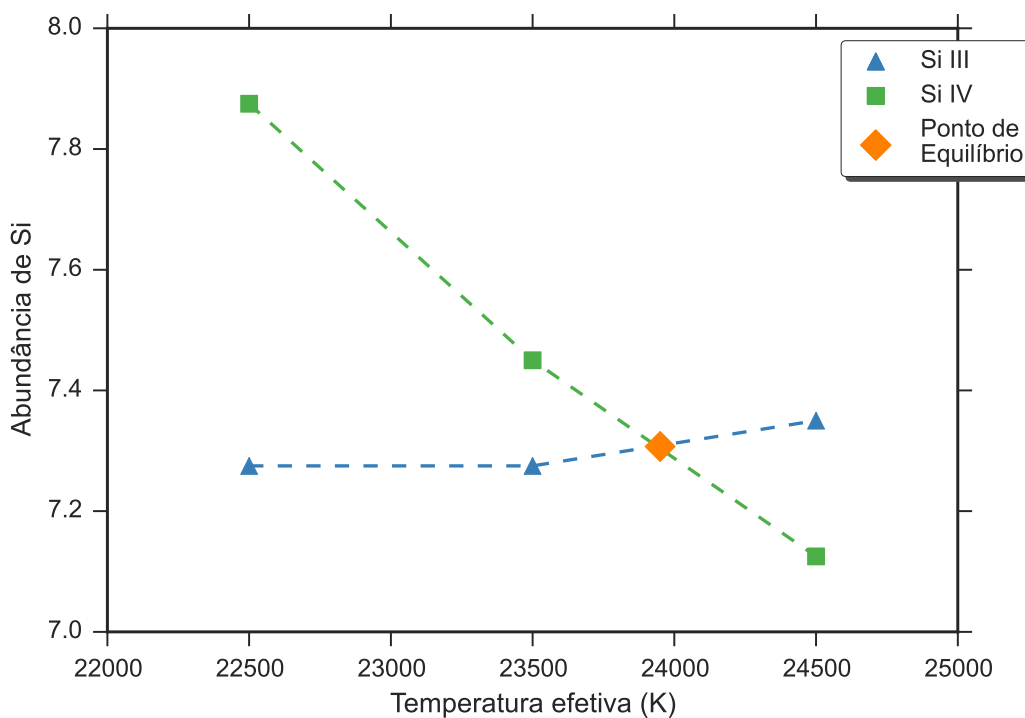


Figura A.146: Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 921. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

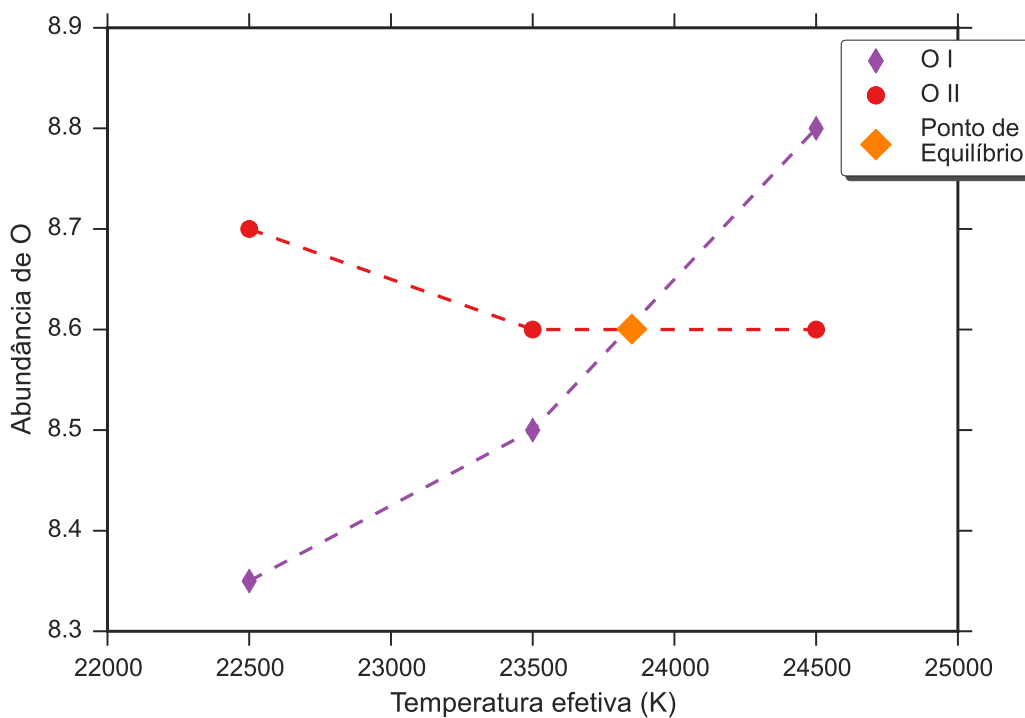


Figura A.147: Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 921. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

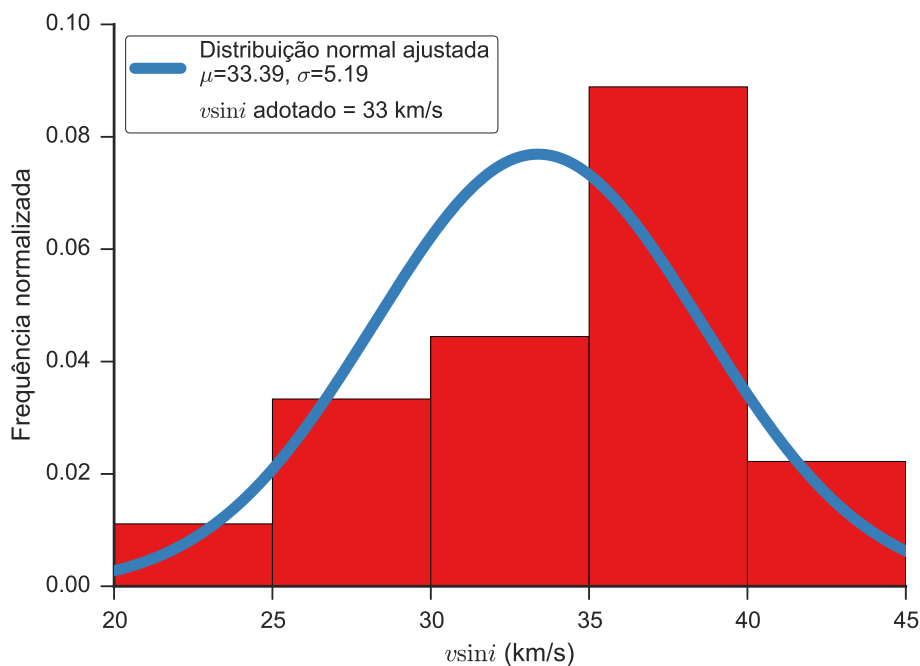


Figura A.148: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade rotacional projetada da estrela ALS 921. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

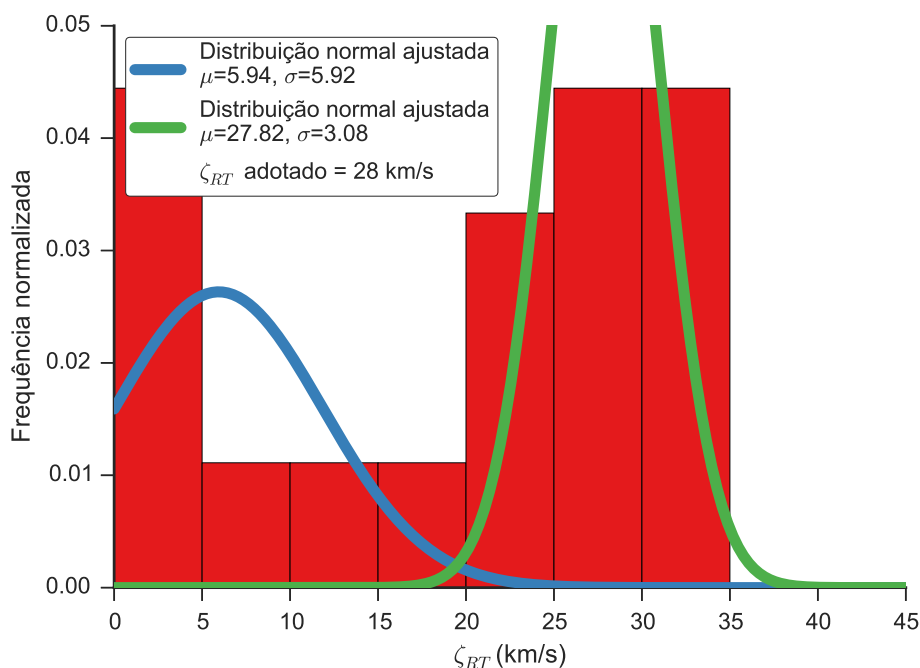


Figura A.149: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade de macroturbulência da estrela ALS 921. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

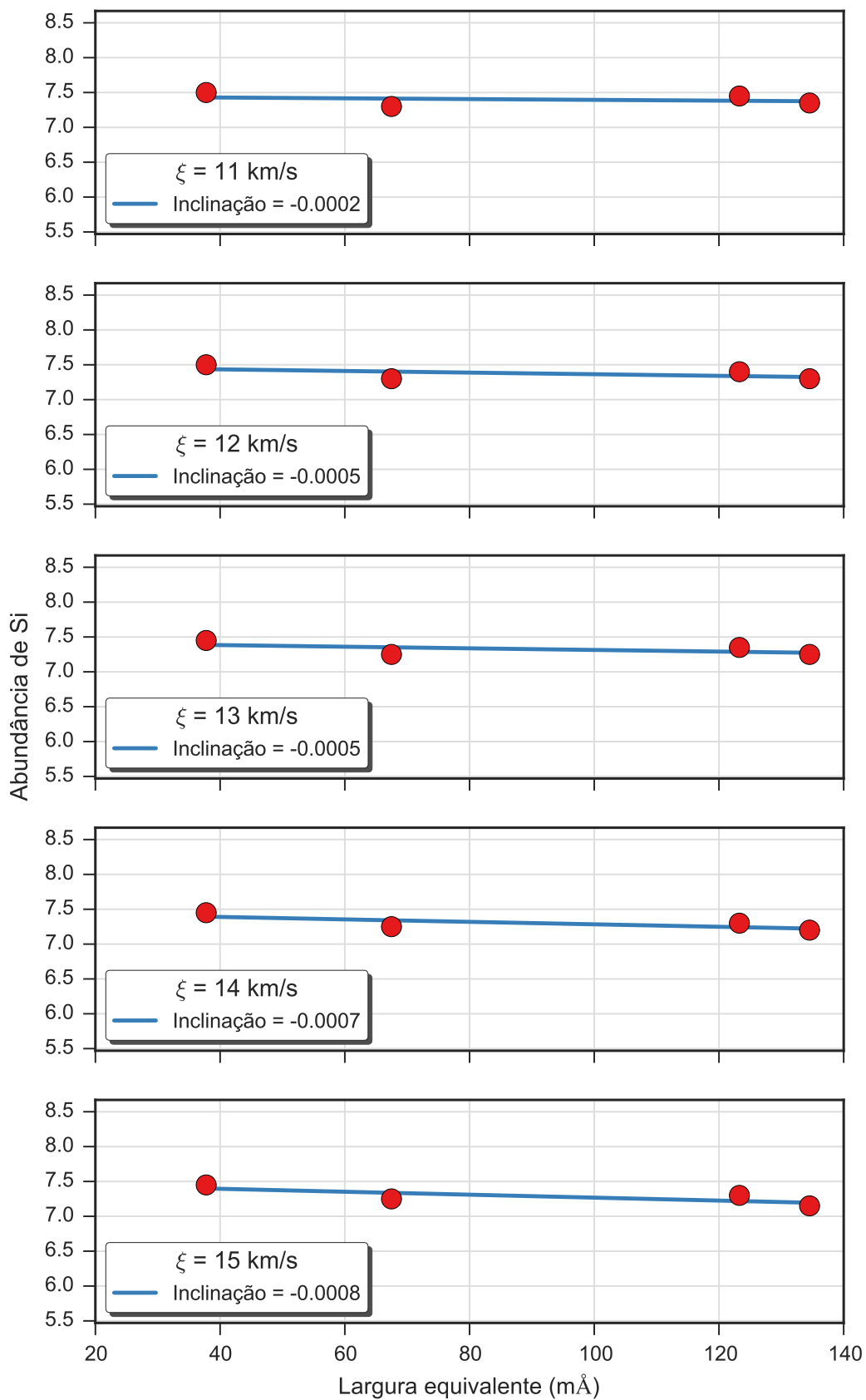


Figura A.150: Valores da abundância de silício para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 921. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

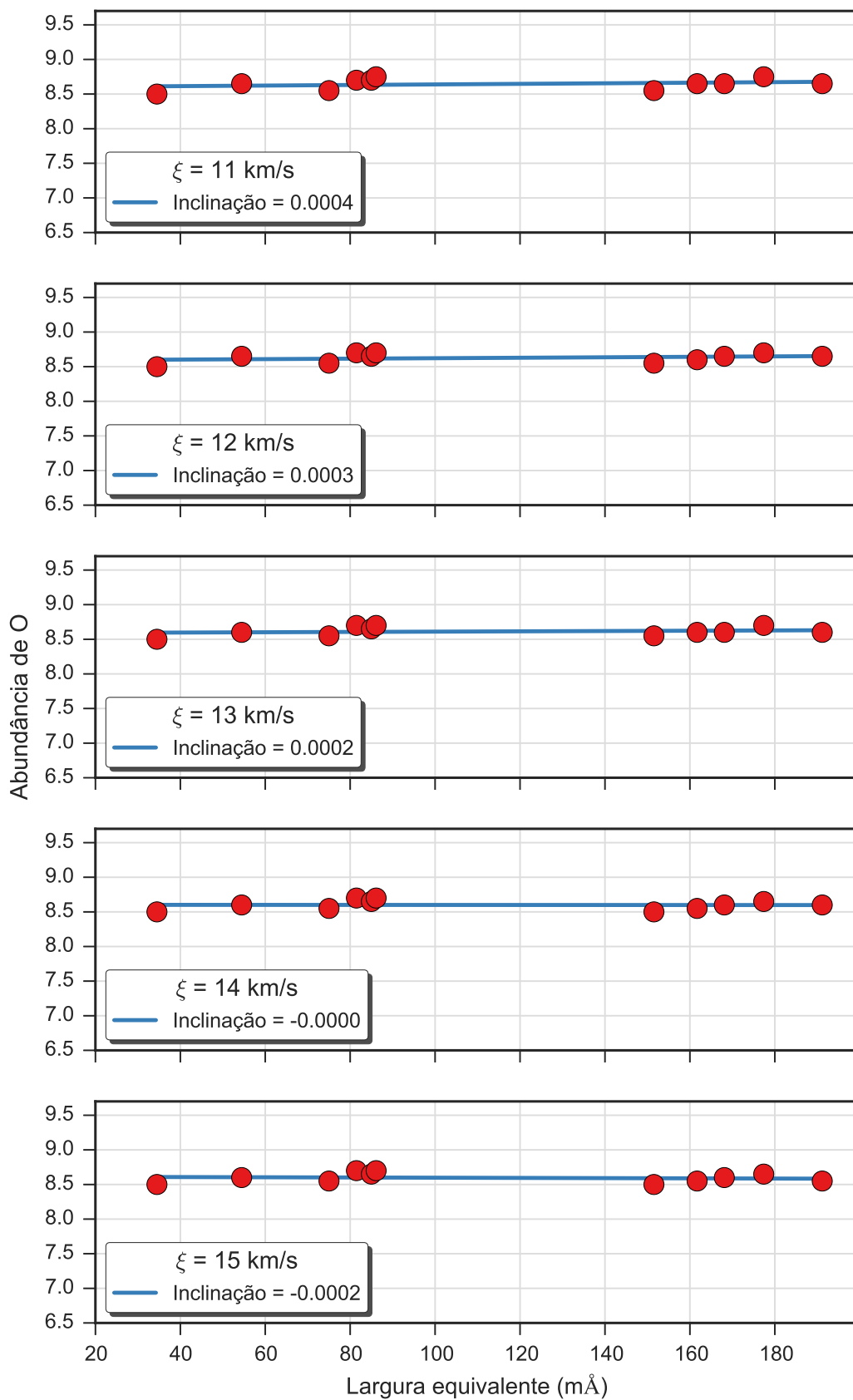


Figura A.151: Valores da abundância de oxigênio para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 921. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

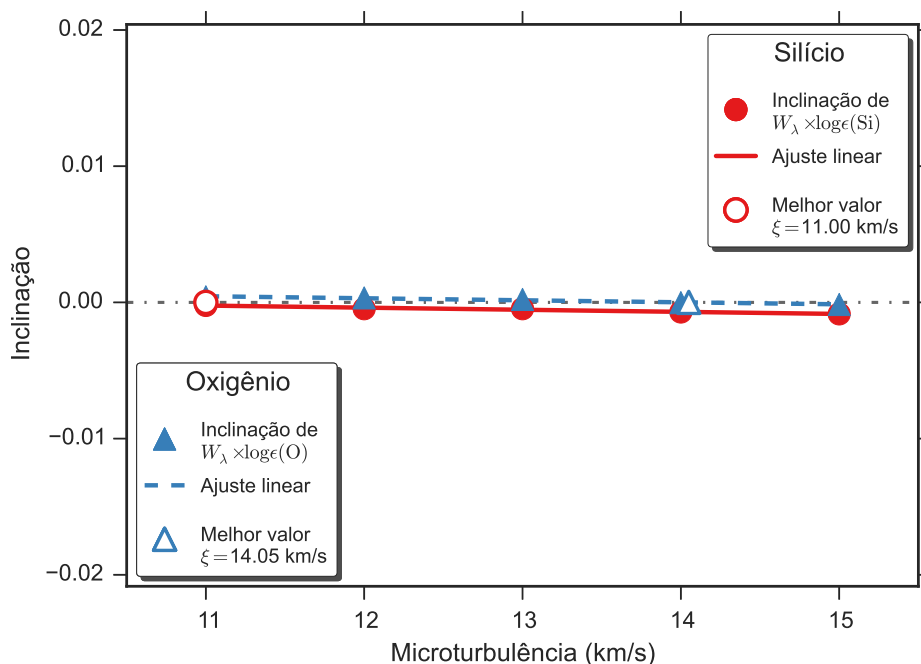


Figura A.152: Determinação do valor da velocidade de microturbulência para a estrela ALS 921 através da identificação da independência do valor da abundância com a intensidade da linha, que ocorre quando a inclinação do ajuste linear é nula. Apresentamos os resultados obtidos para o silício e oxigênio, que podem ser vistos nas Figs. A.150 e A.151, respectivamente. Os pontos preenchidos representam os valores encontrados para cada valor da velocidade de microturbulência, as retas representam ajustes lineares e os pontos preenchidos representam a posição em que a inclinação é nula.

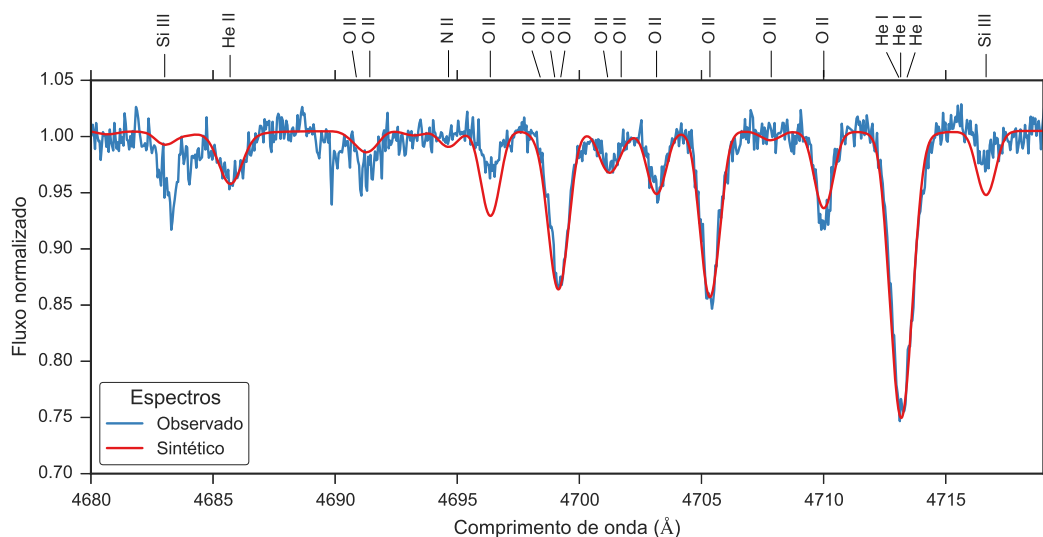


Figura A.153: Comparação entre o espectro observado da estrela ALS 921 (em azul) e o espectro sintético modelado com os parâmetros determinados para esta estrela (em vermelho).

**A.2.15 ALS 8598**

ALS 8598		
$T_{ef}$	24600	K
$\log g$	3.7	dex
$v \sin i$	11	km/s
$\zeta_{RT}$	11	km/s
$\xi$	4	km/s
$\log(\epsilon)(\text{Si})$	7.46	dex
$\log(\epsilon)(\text{O})$	8.69	dex

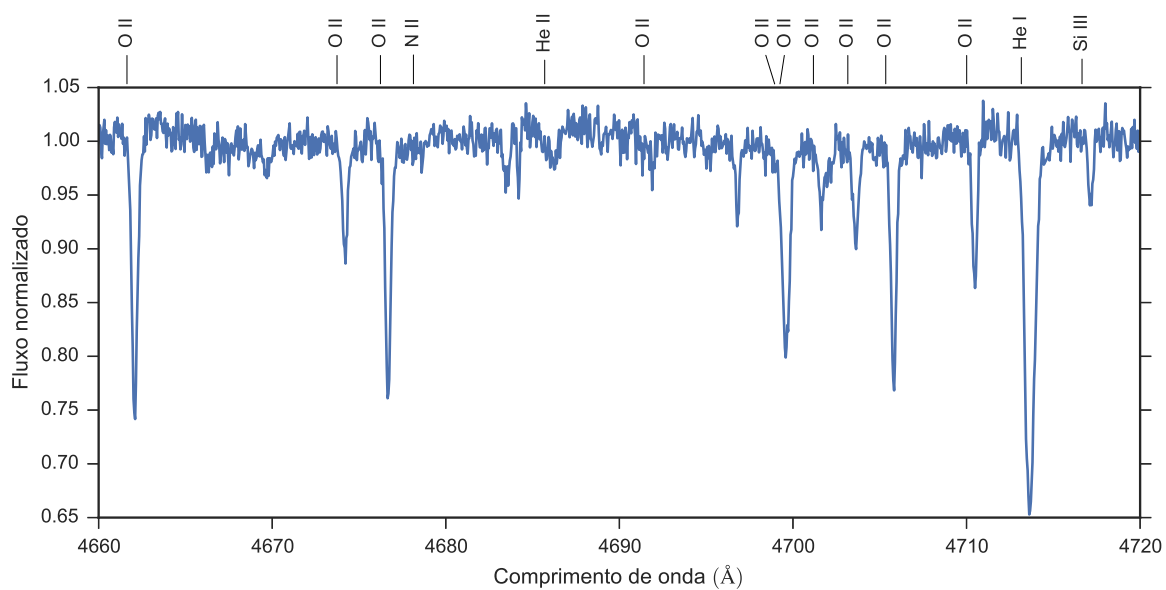


Figura A.154: Espectro da estrela ALS 8598. Apenas uma faixa espectral é apresentado como exemplo.



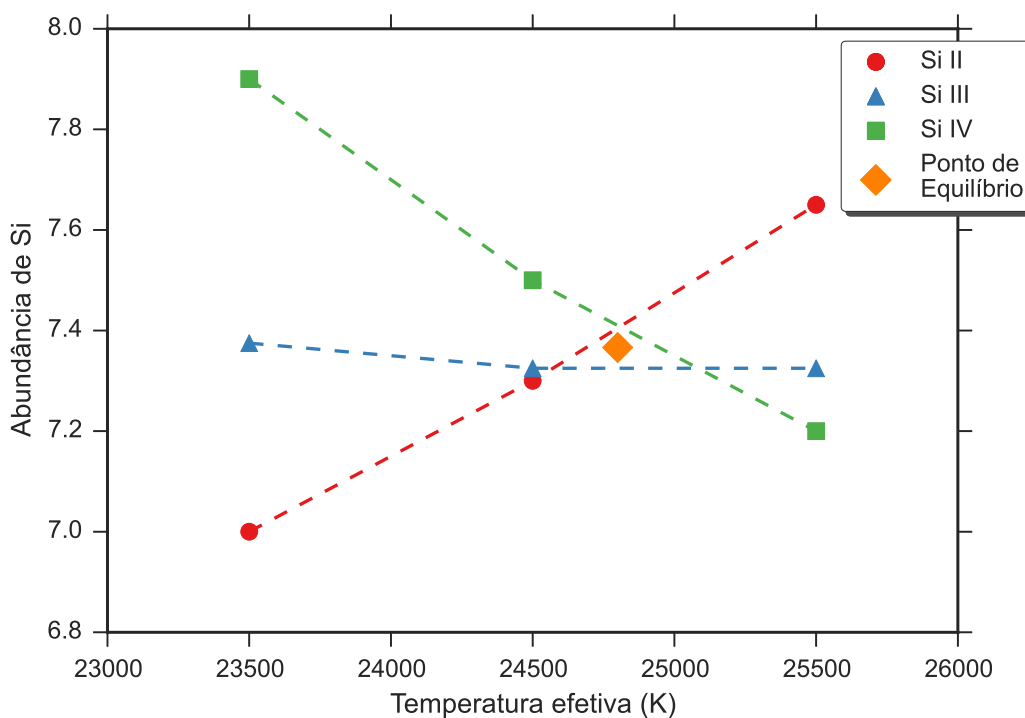


Figura A.155: Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 8598. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

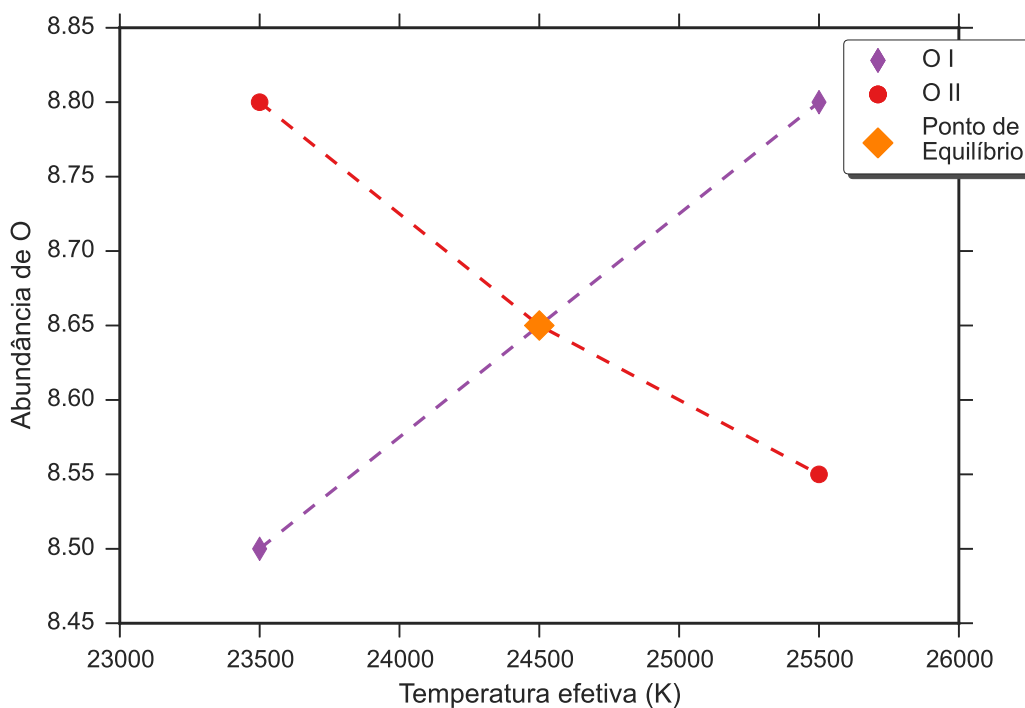


Figura A.156: Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 8598. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

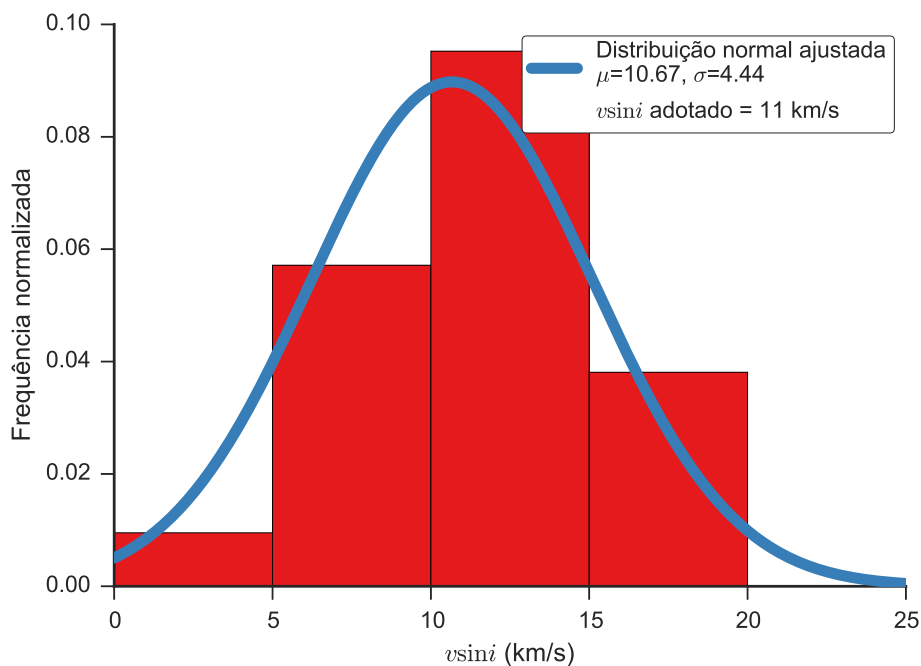


Figura A.157: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade rotacional projetada da estrela ALS 8598. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

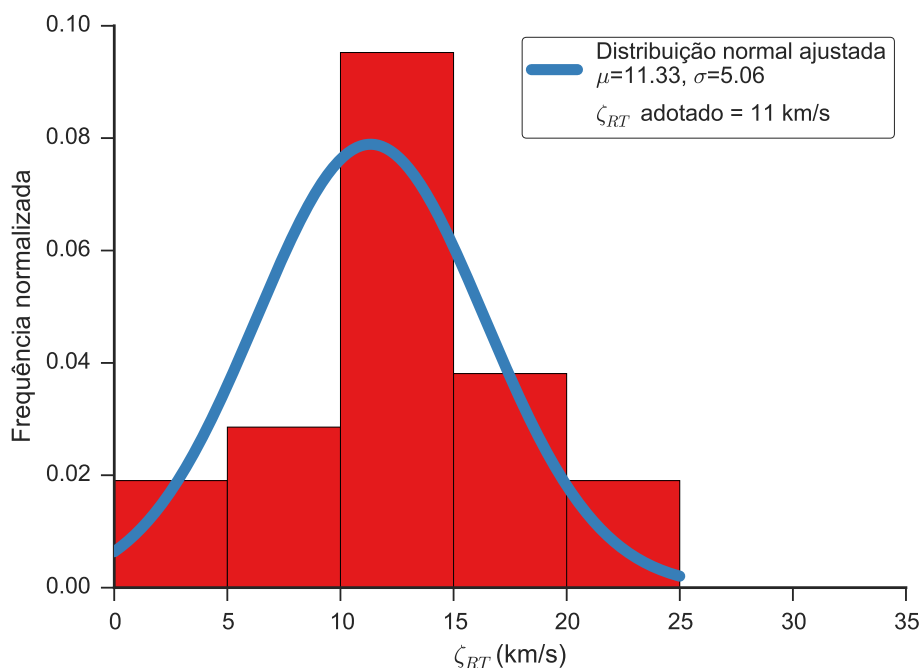


Figura A.158: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade de macroturbulência da estrela ALS 8598. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

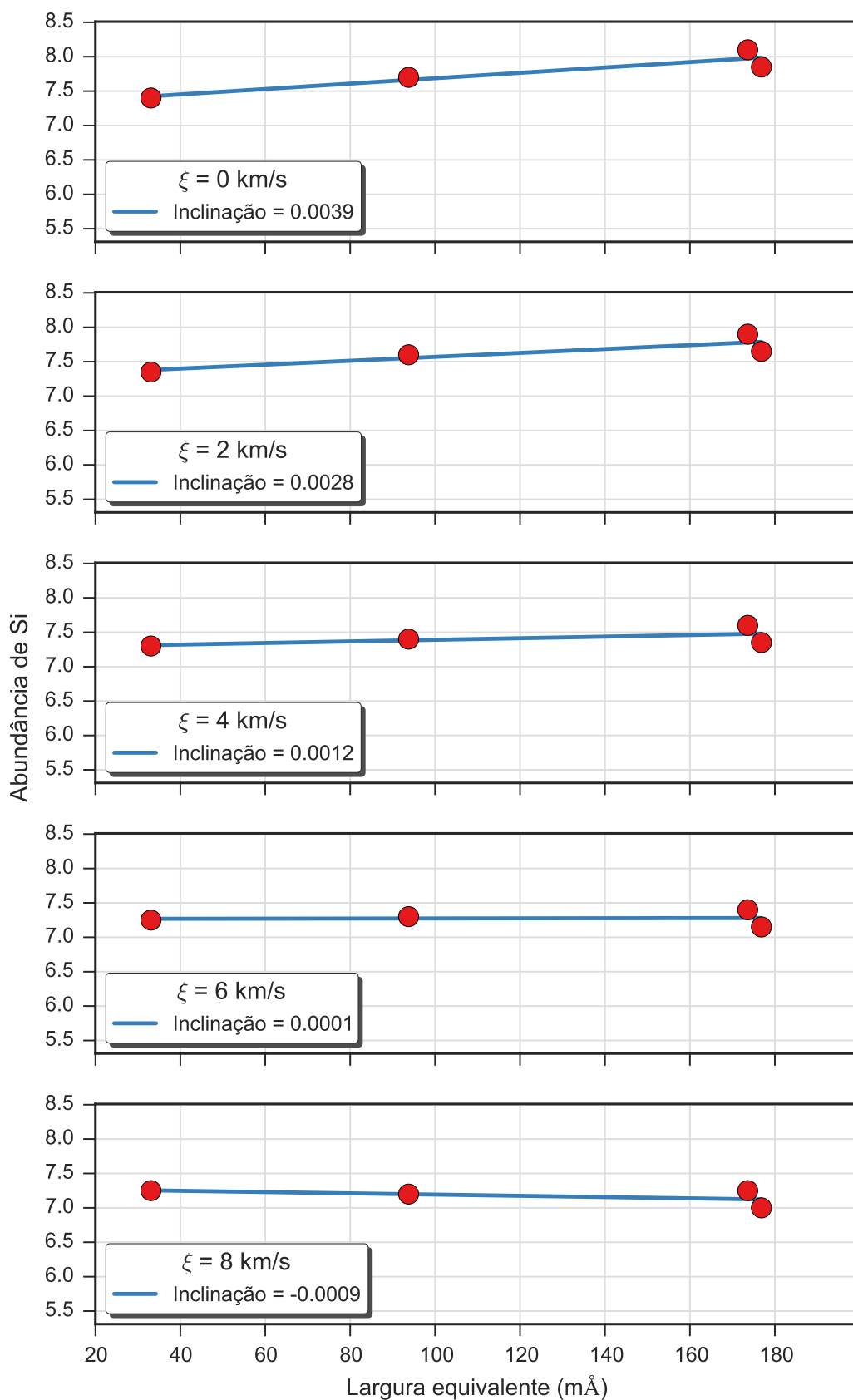


Figura A.159: Valores da abundância de silício para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 8598. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

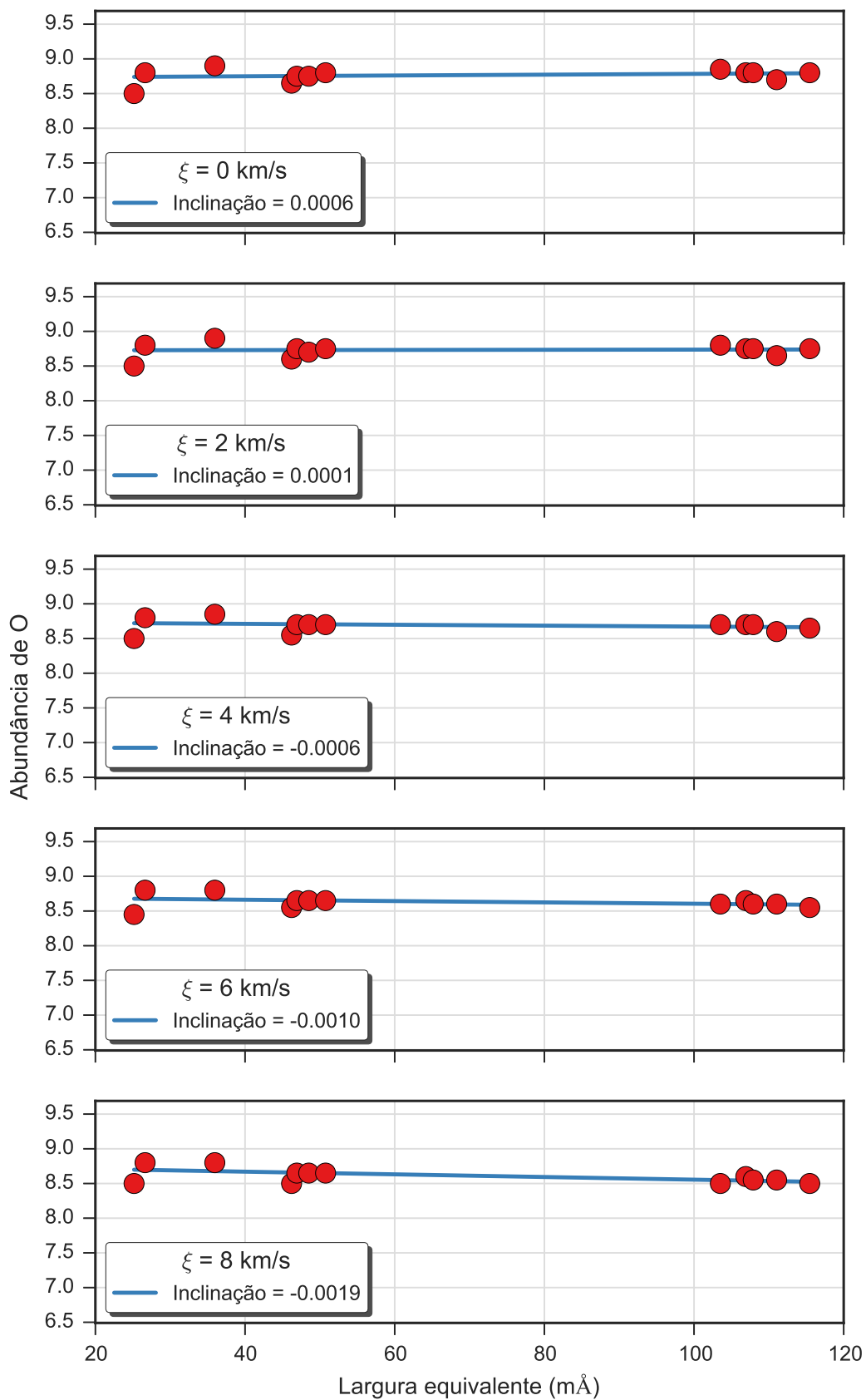


Figura A.160: Valores da abundância de oxigênio para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 8598. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

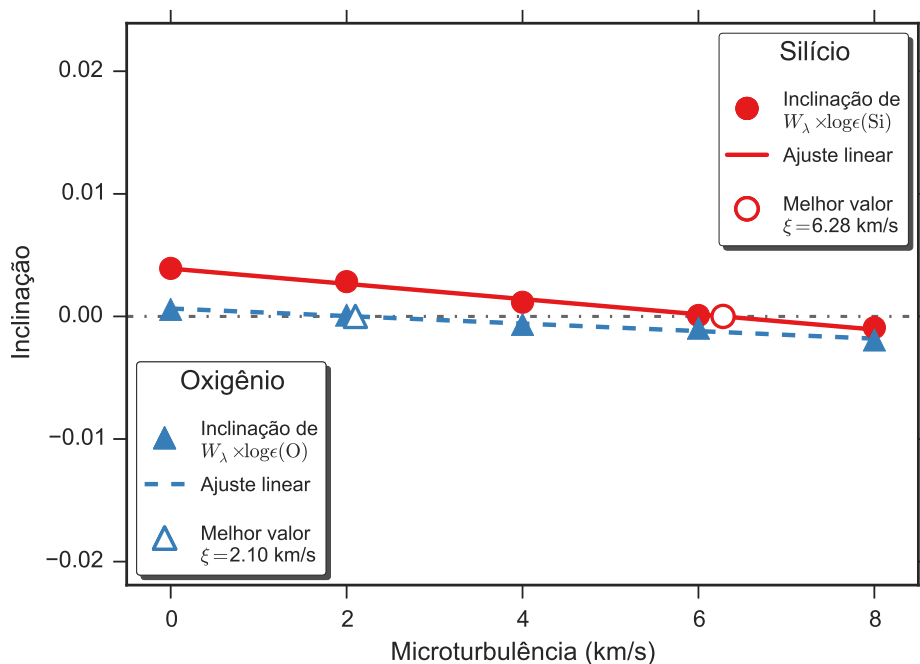


Figura A.161: Determinação do valor da velocidade de microturbulência para a estrela ALS 8598 através da identificação da independência do valor da abundância com a intensidade da linha, que ocorre quando a inclinação do ajuste linear é nula. Apresentamos os resultados obtidos para o silício e oxigênio, que podem ser vistos nas Figs. A.159 e A.160, respectivamente. Os pontos preenchidos representam os valores encontrados para cada valor da velocidade de microturbulência, as retas representam ajustes lineares e os pontos preenchidos representam a posição em que a inclinação é nula.

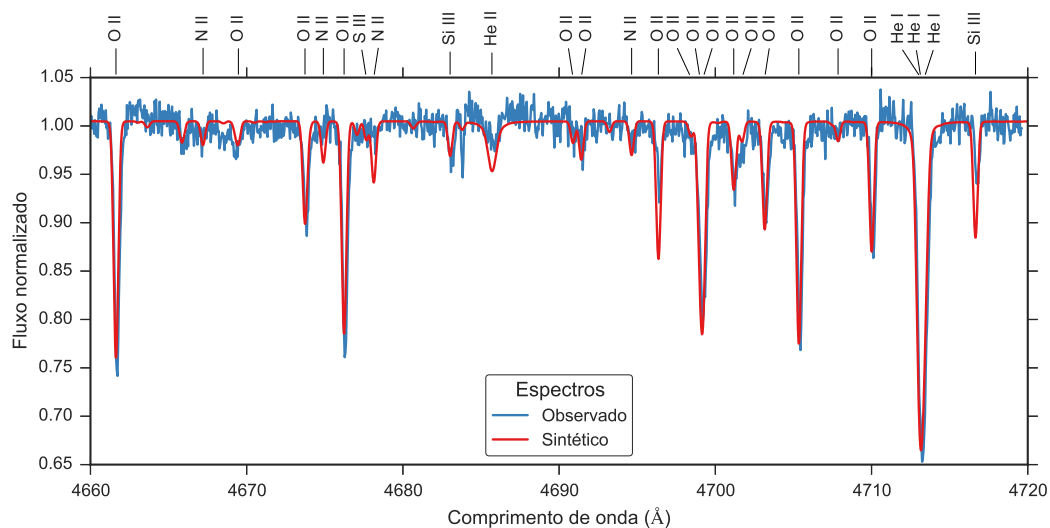


Figura A.162: Comparação entre o espectro observado da estrela ALS 8598 (em azul) e o espectro sintético modelado com os parâmetros determinados para esta estrela (em vermelho).

**A.2.16 ALS 9209**

ALS 9209		
$T_{ef}$	28200	K
$\log g$	4	dex
$v \sin i$	9	km/s
$\zeta_{RT}$	9	km/s
$\xi$	3	km/s
$\log(\epsilon)(\text{Si})$	7.43	dex
$\log(\epsilon)(\text{O})$	8.63	dex

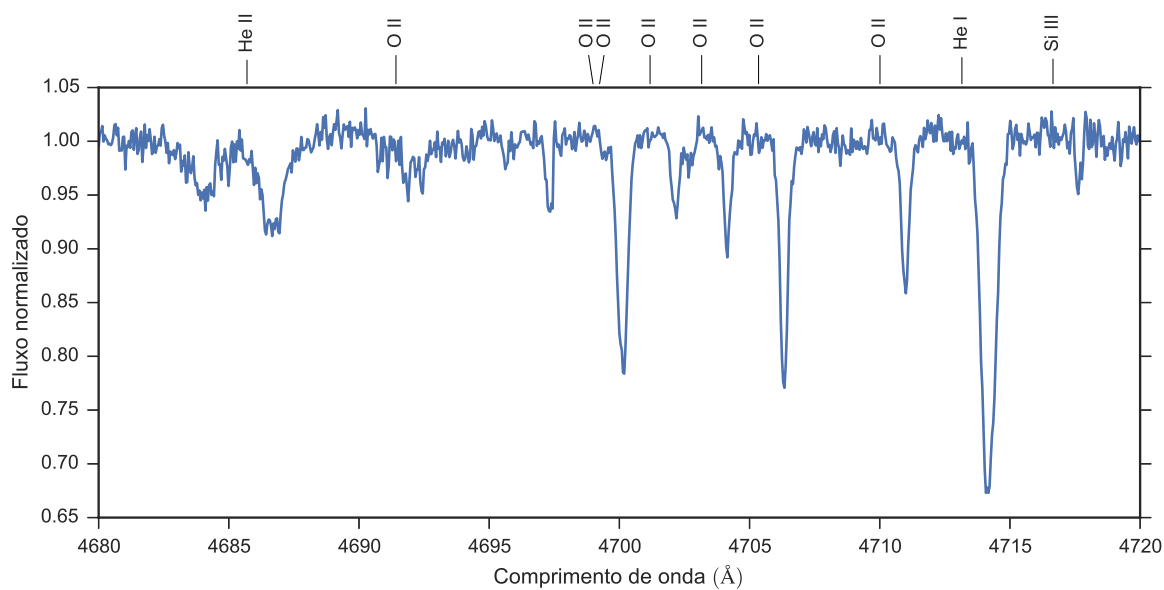


Figura A.163: Espectro da estrela ALS 9209. Apenas uma faixa espectral é apresentado como exemplo.

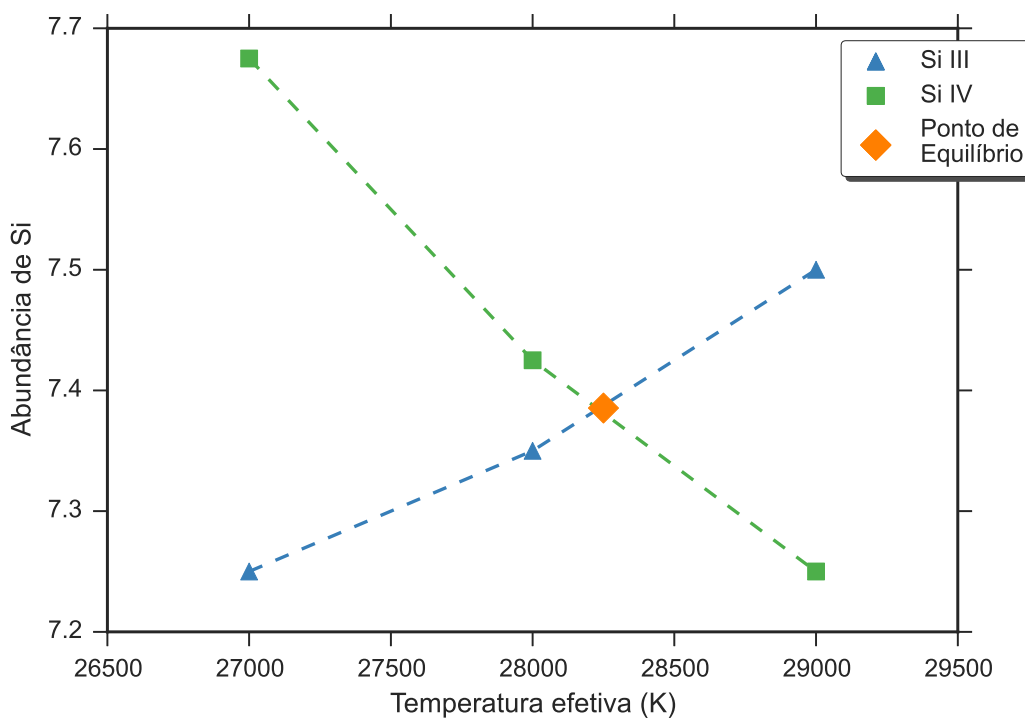


Figura A.164: Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 9209. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

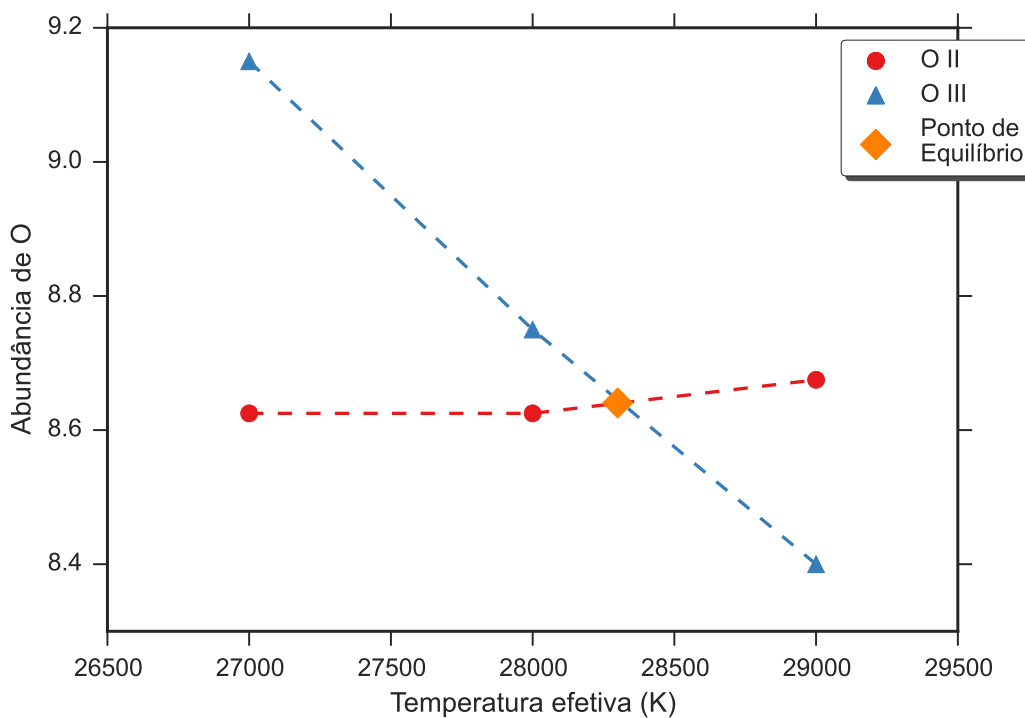


Figura A.165: Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 9209. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

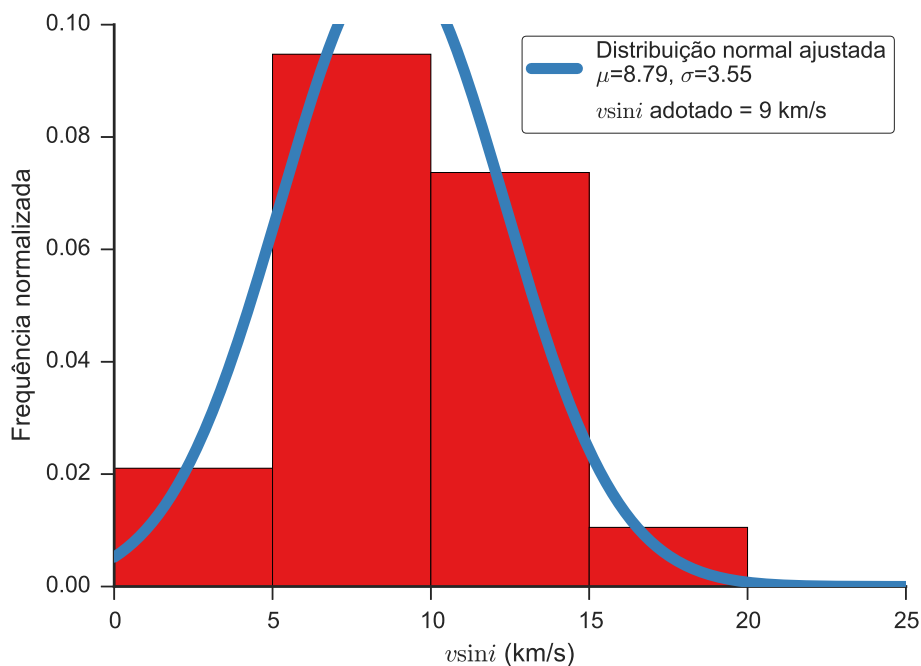


Figura A.166: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade rotacional projetada da estrela ALS 9209. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

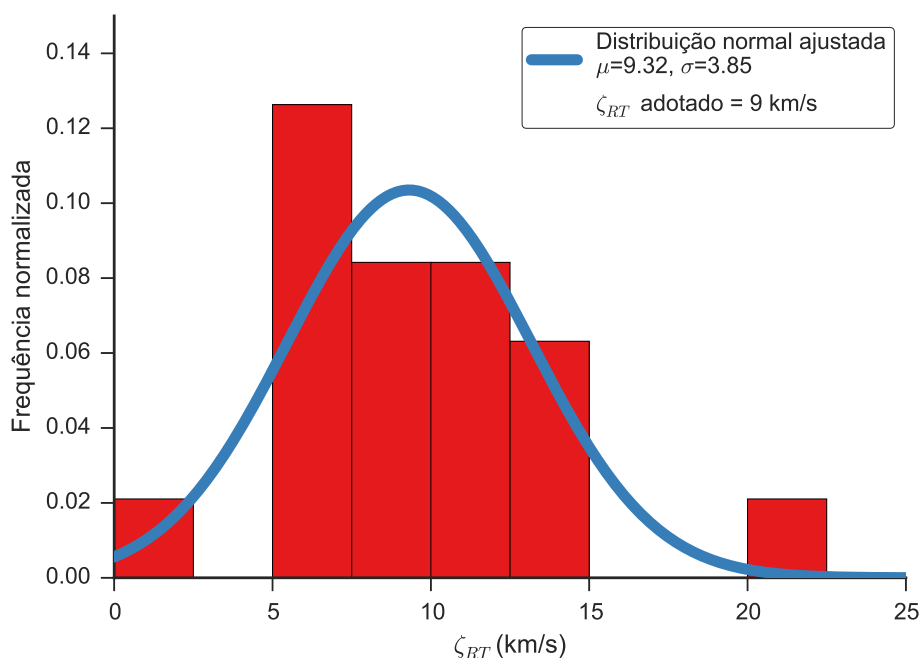


Figura A.167: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade de macroturbulência da estrela ALS 9209. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.



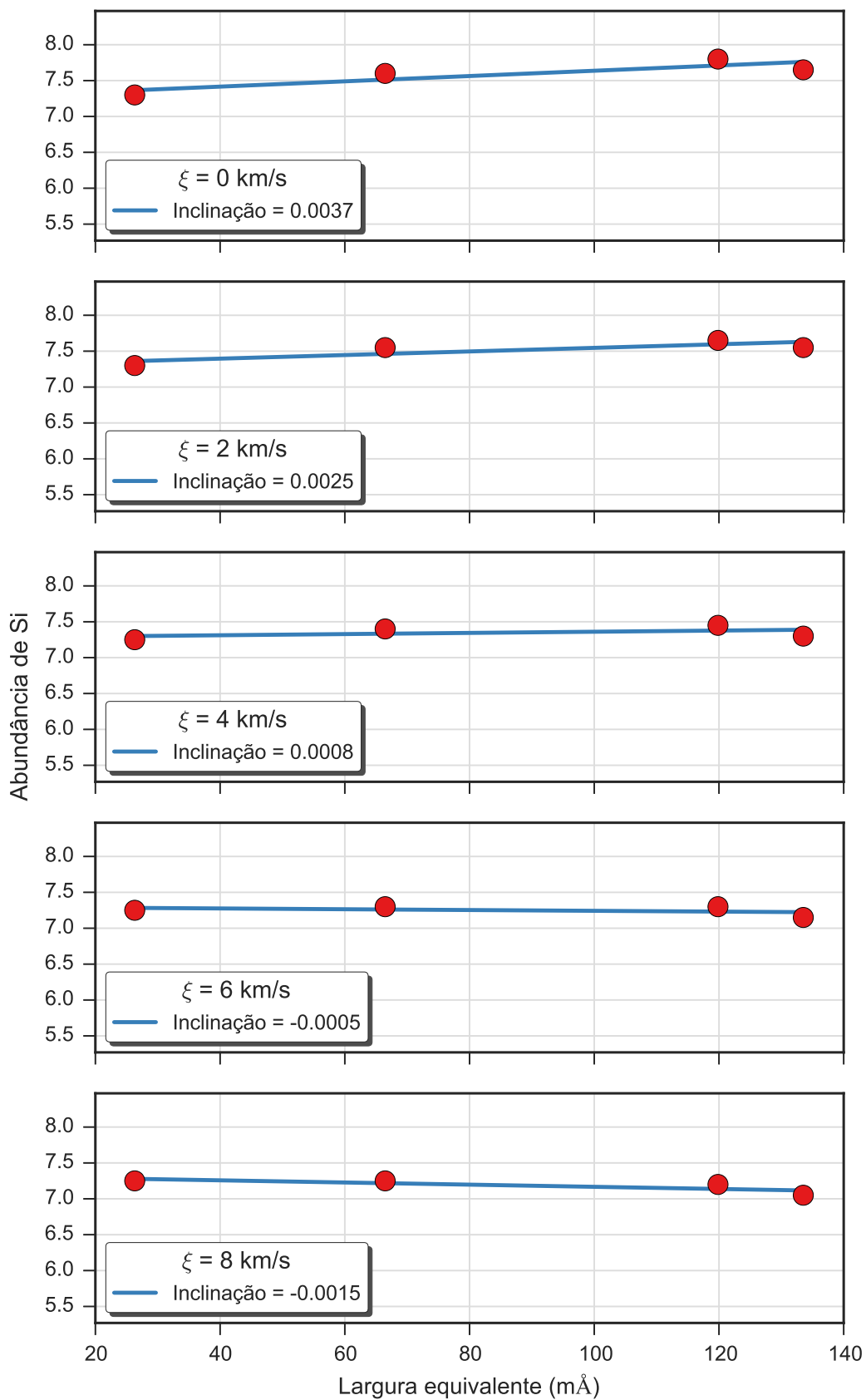


Figura A.168: Valores da abundância de silício para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 9209. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

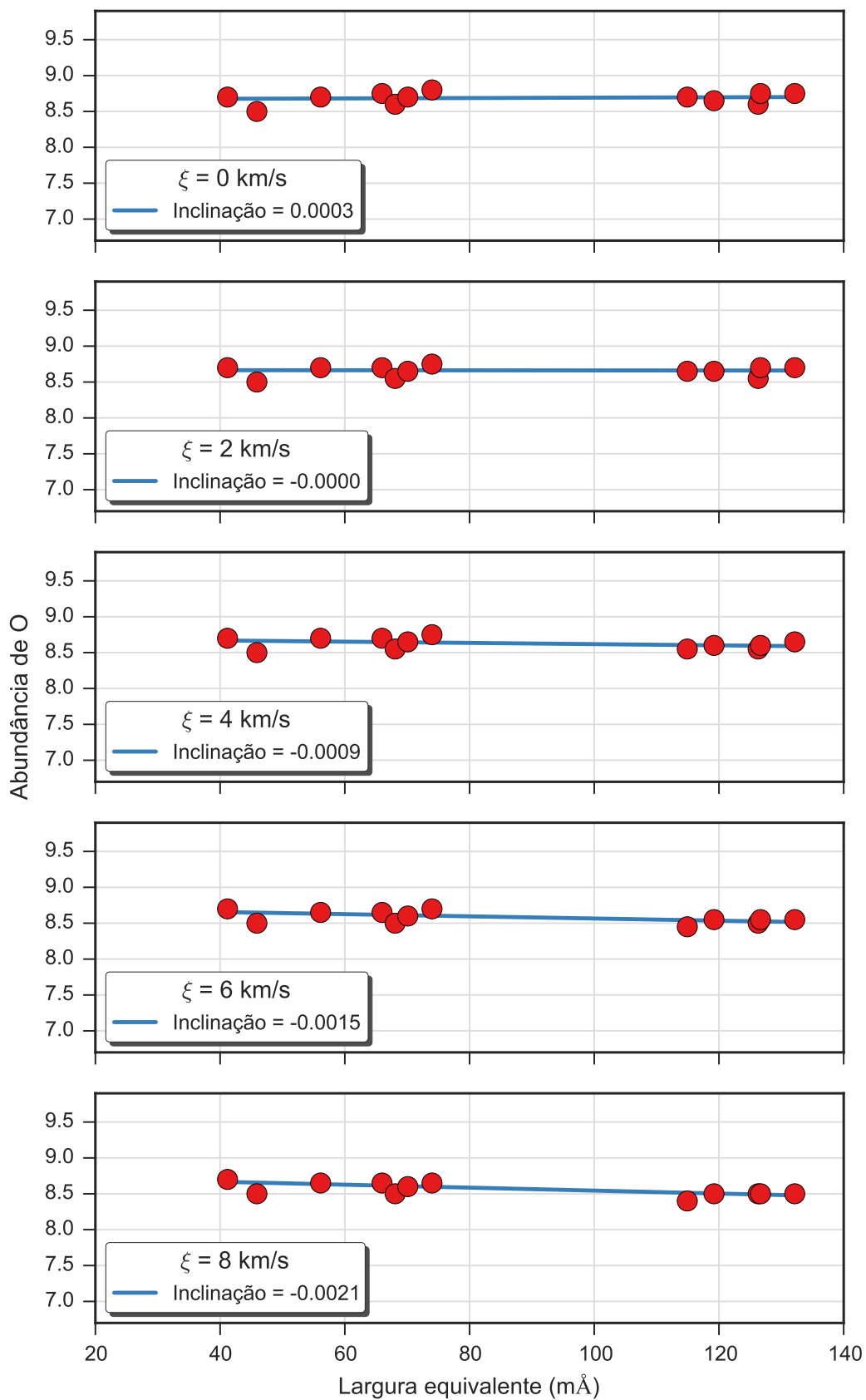


Figura A.169: Valores da abundância de oxigênio para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 9209. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

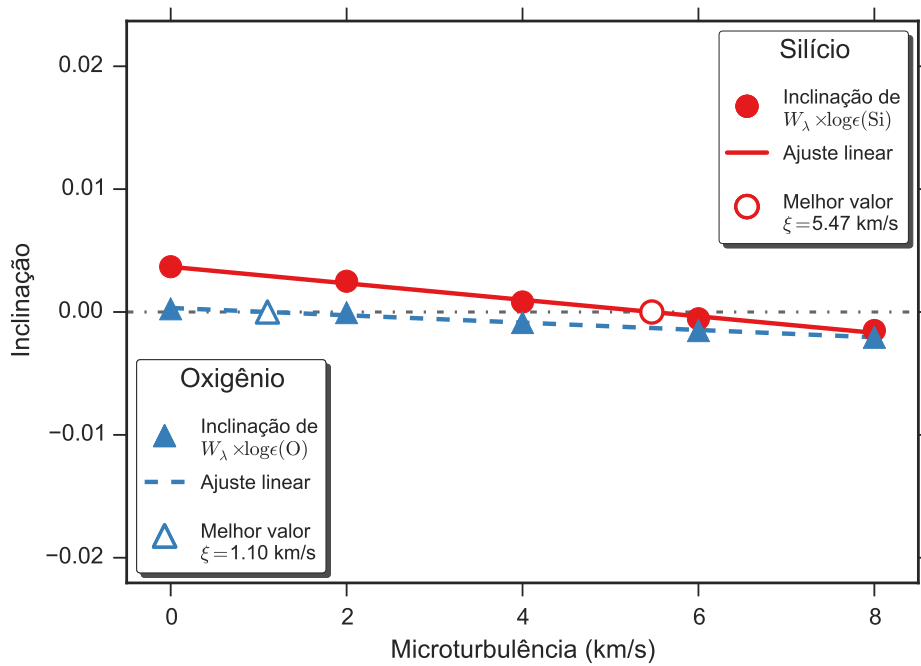


Figura A.170: Determinação do valor da velocidade de microturbulência para a estrela ALS 9209 através da identificação da independência do valor da abundância com a intensidade da linha, que ocorre quando a inclinação do ajuste linear é nula. Apresentamos os resultados obtidos para o silício e oxigênio, que podem ser vistos nas Figs. A.168 e A.169, respectivamente. Os pontos preenchidos representam os valores encontrados para cada valor da velocidade de microturbulência, as retas representam ajustes lineares e os pontos preenchidos representam a posição em que a inclinação é nula.

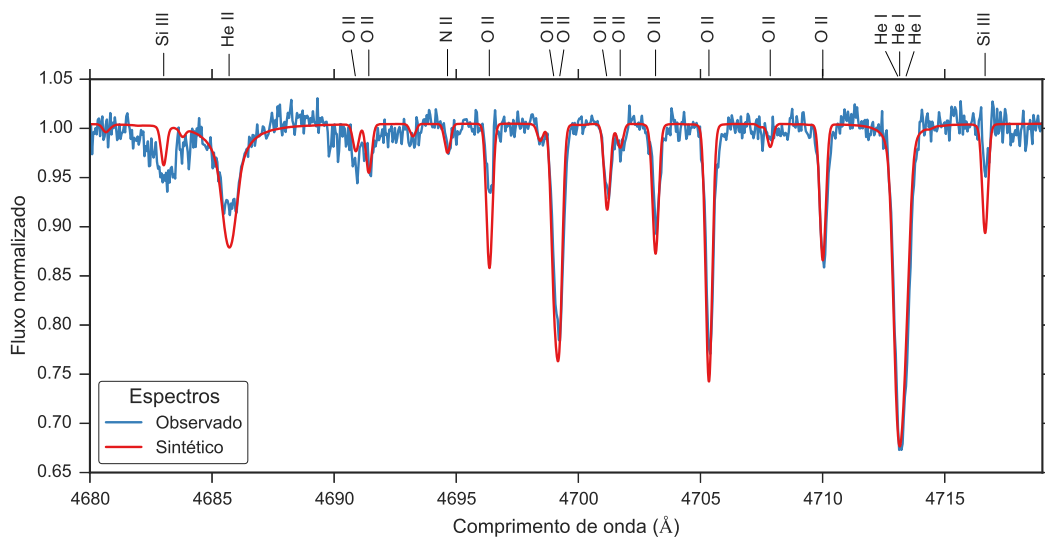


Figura A.171: Comparação entre o espectro observado da estrela ALS 9209 (em azul) e o espectro sintético modelado com os parâmetros determinados para esta estrela (em vermelho).

**A.2.17 ALS 14007**

ALS 14007		
$T_{ef}$	22200	K
$\log g$	3.82	dex
$v \sin i$	32	km/s
$\zeta_{RT}$	23	km/s
$\xi$	2	km/s
$\log(\epsilon)(\text{Si})$	7.38	dex
$\log(\epsilon)(\text{O})$	8.73	dex

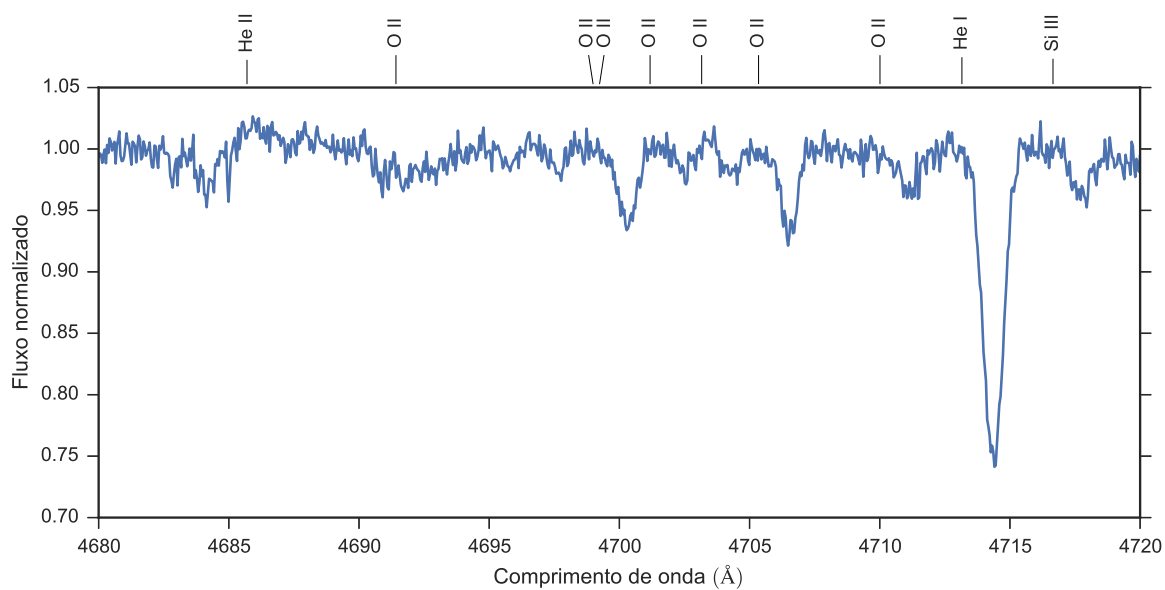


Figura A.172: Espectro da estrela ALS 14007. Apenas uma faixa espectral é apresentado como exemplo.

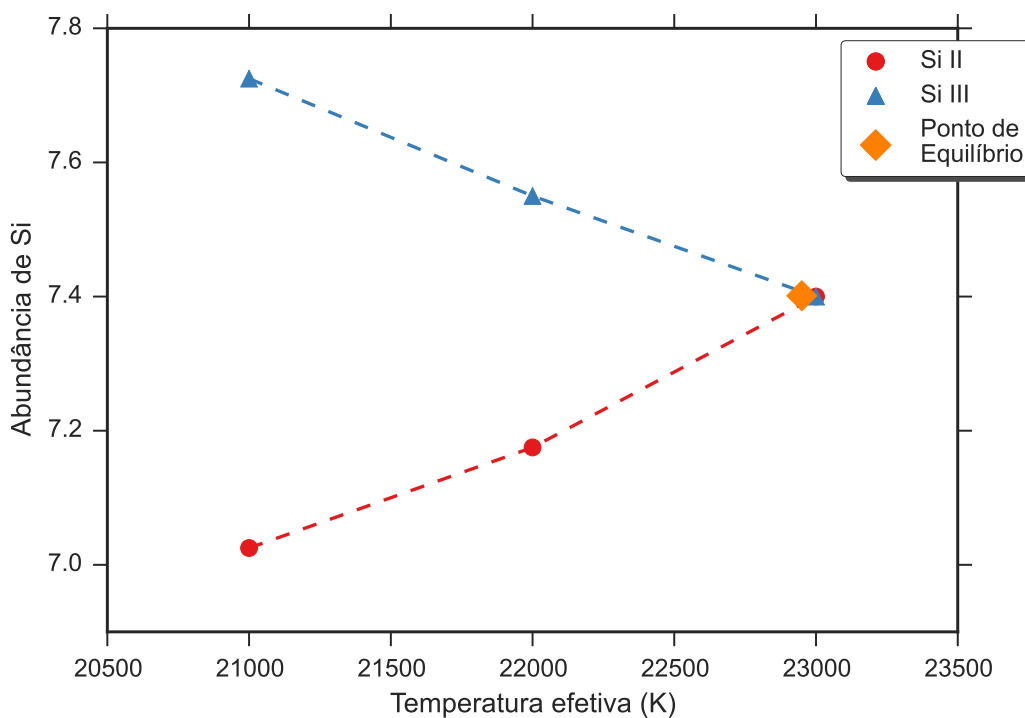


Figura A.173: Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 14007. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

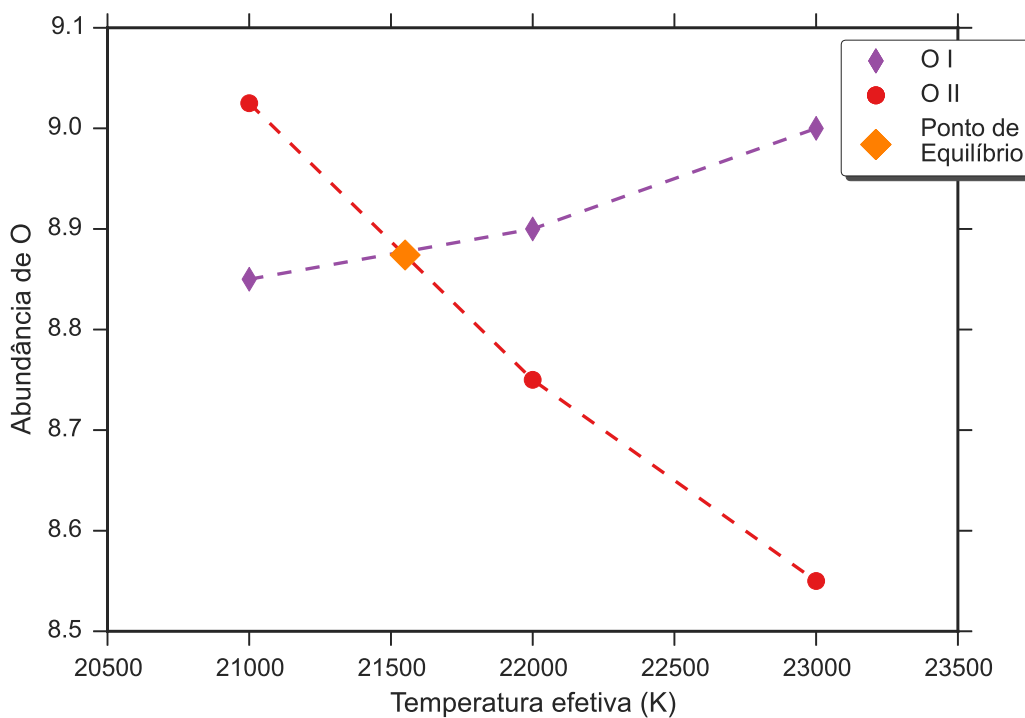


Figura A.174: Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 14007. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

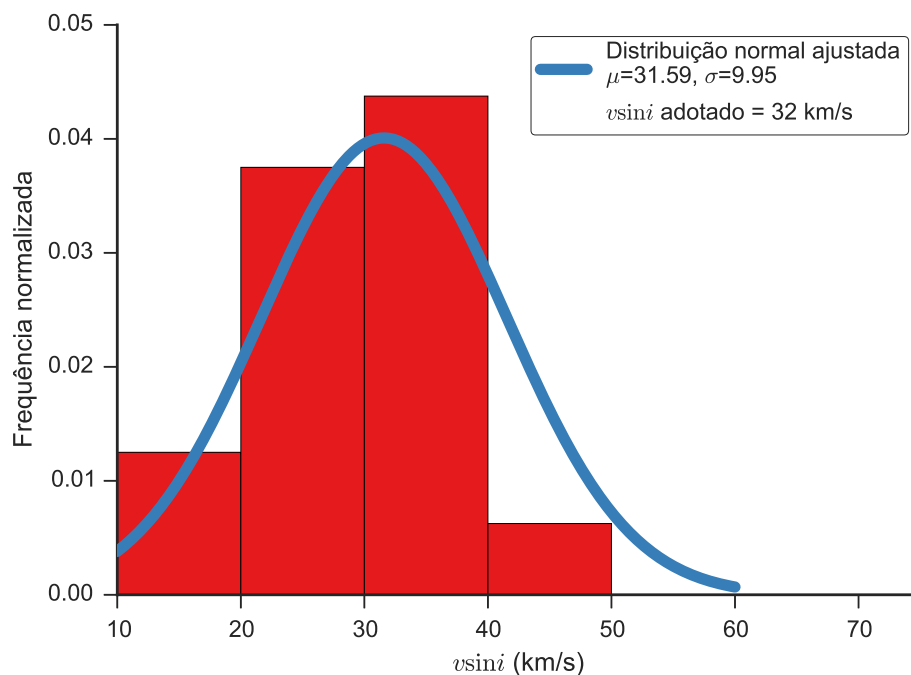


Figura A.175: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade rotacional projetada da estrela ALS 14007. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

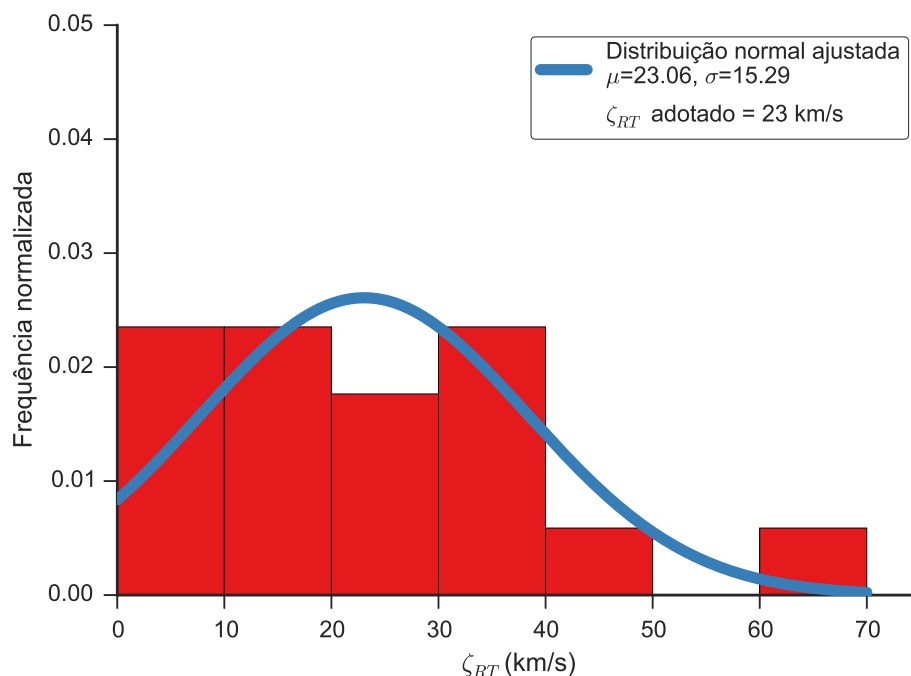


Figura A.176: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade de macroturbulência da estrela ALS 14007. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

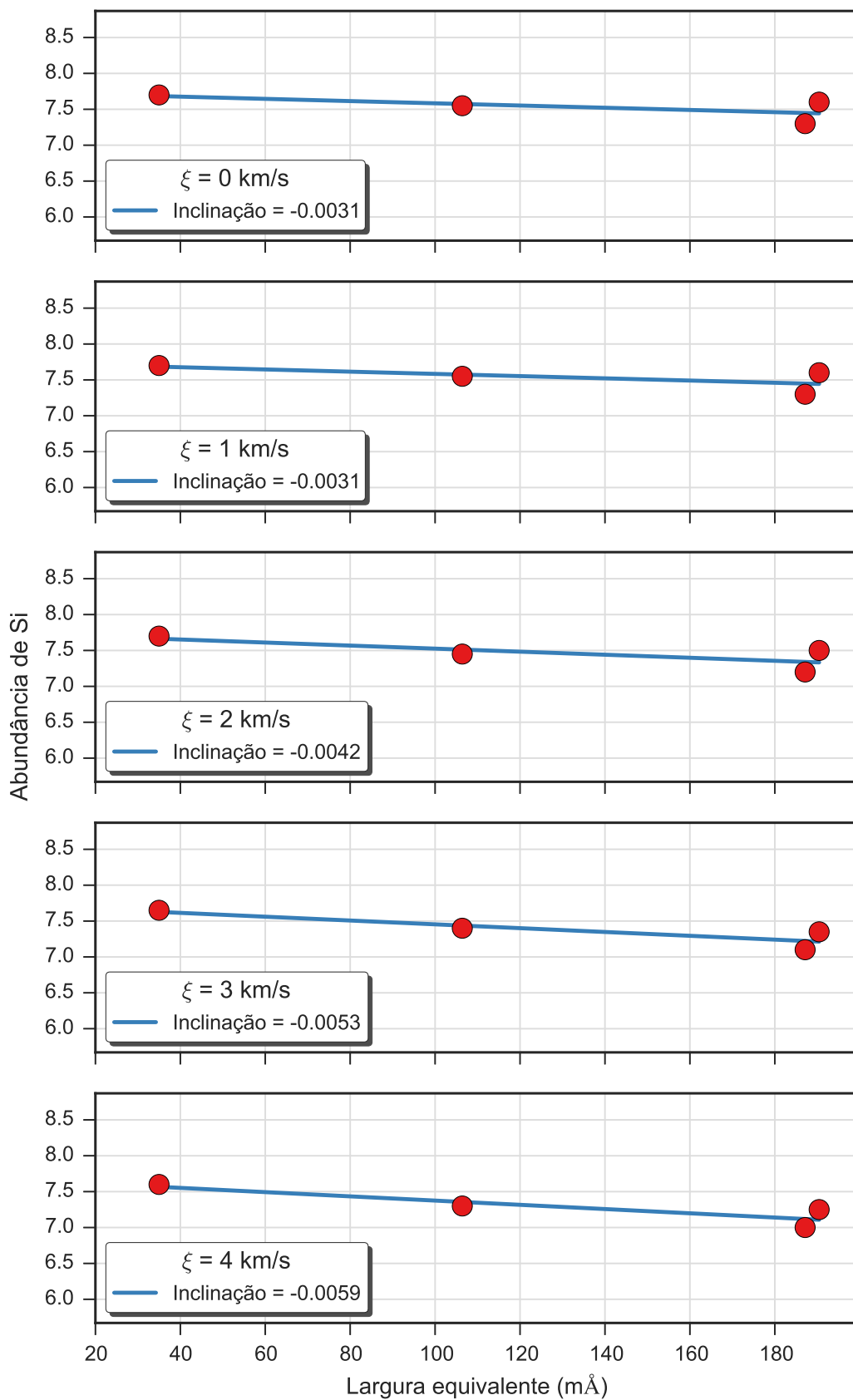


Figura A.177: Valores da abundância de silício para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 14007. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

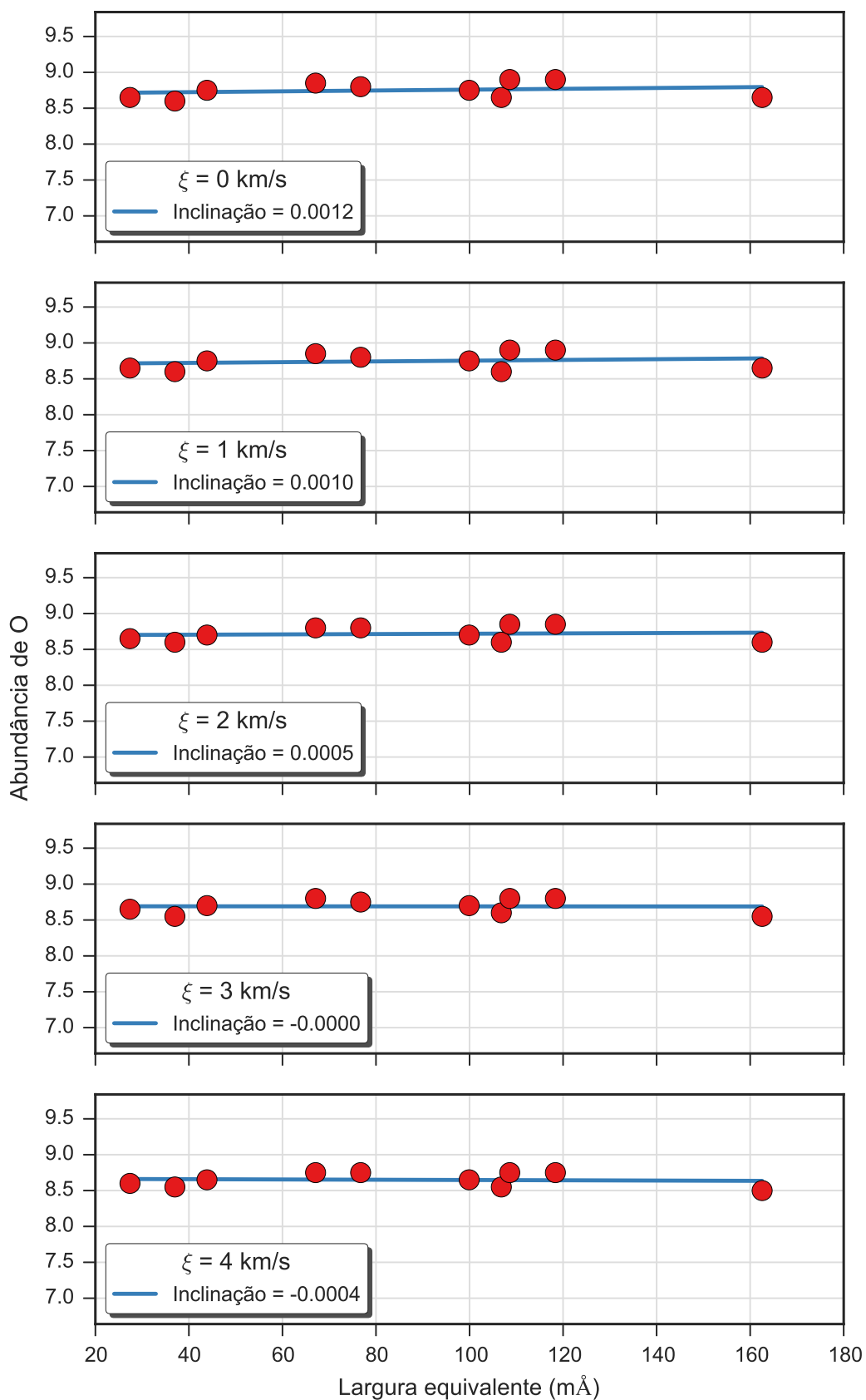


Figura A.178: Valores da abundância de oxigênio para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 14007. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.



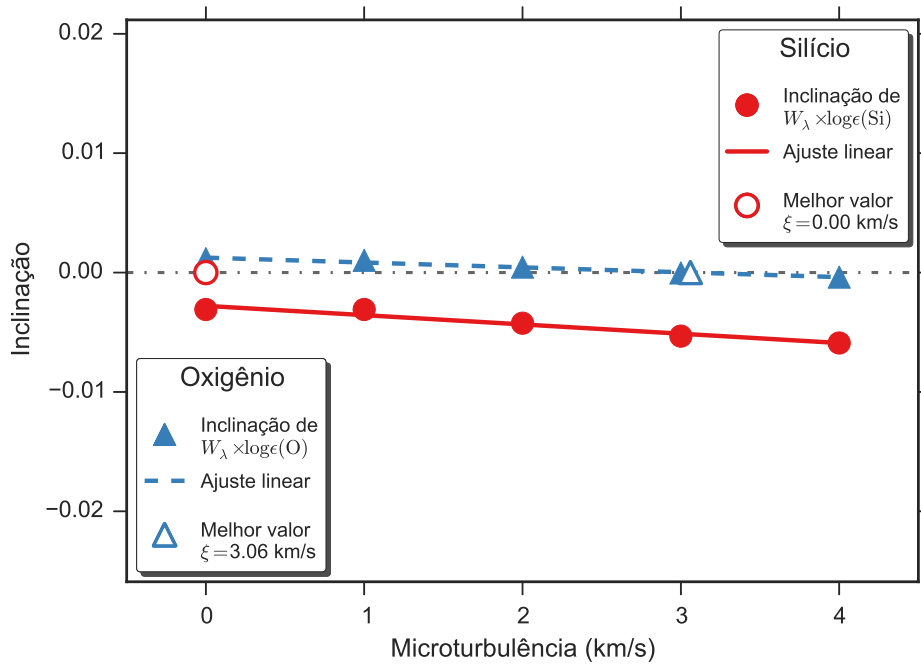


Figura A.179: Determinação do valor da velocidade de microturbulência para a estrela ALS 14007 através da identificação da independência do valor da abundância com a intensidade da linha, que ocorre quando a inclinação do ajuste linear é nula. Apresentamos os resultados obtidos para o silício e oxigênio, que podem ser vistos nas Figs. A.177 e A.178, respectivamente. Os pontos preenchidos representam os valores encontrados para cada valor da velocidade de microturbulência, as retas representam ajustes lineares e os pontos preenchidos representam a posição em que a inclinação é nula.

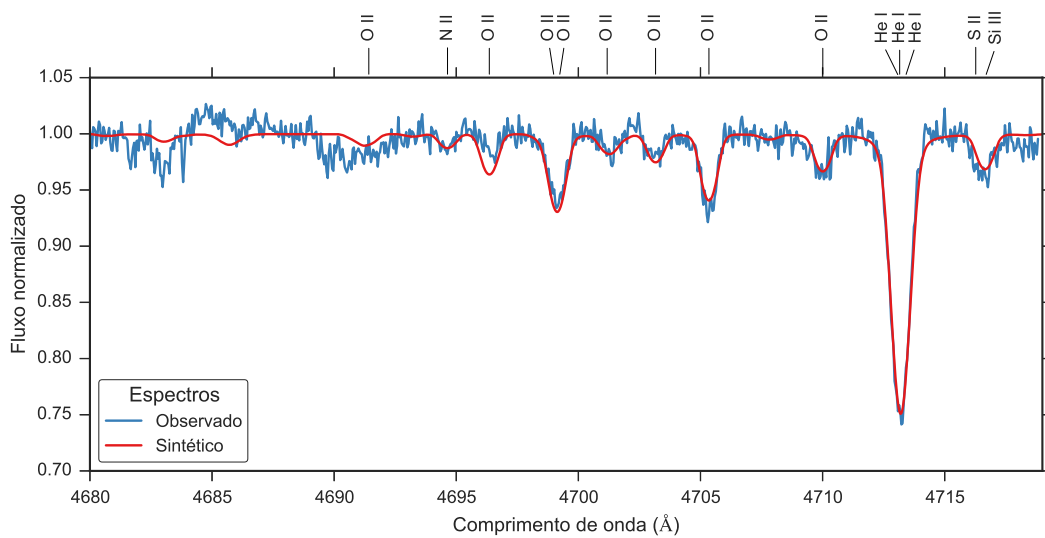


Figura A.180: Comparação entre o espectro observado da estrela ALS 14007 (em azul) e o espectro sintético modelado com os parâmetros determinados para esta estrela (em vermelho).

**A.2.18 ALS 14013**

ALS 14013		
$T_{ef}$	24800	K
$\log g$	3.88	dex
$v \sin i$	5	km/s
$\zeta_{RT}$	3	km/s
$\xi$	2	km/s
$\log(\epsilon)(\text{Si})$	7.46	dex
$\log(\epsilon)(\text{O})$	8.65	dex

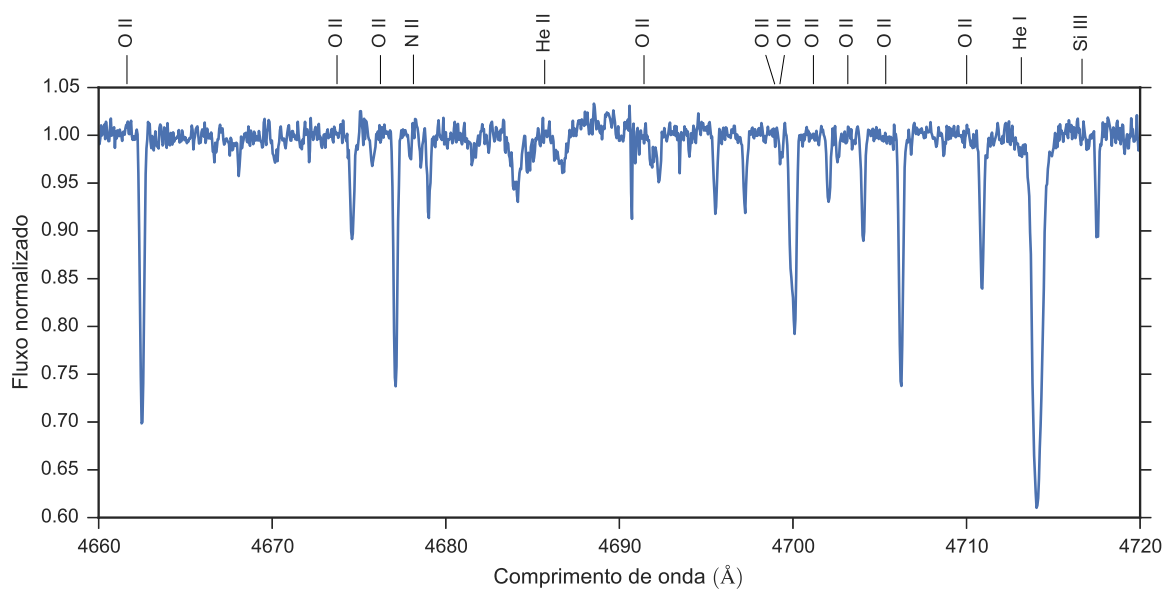


Figura A.181: Espectro da estrela ALS 14013. Apenas uma faixa espectral é apresentado como exemplo.

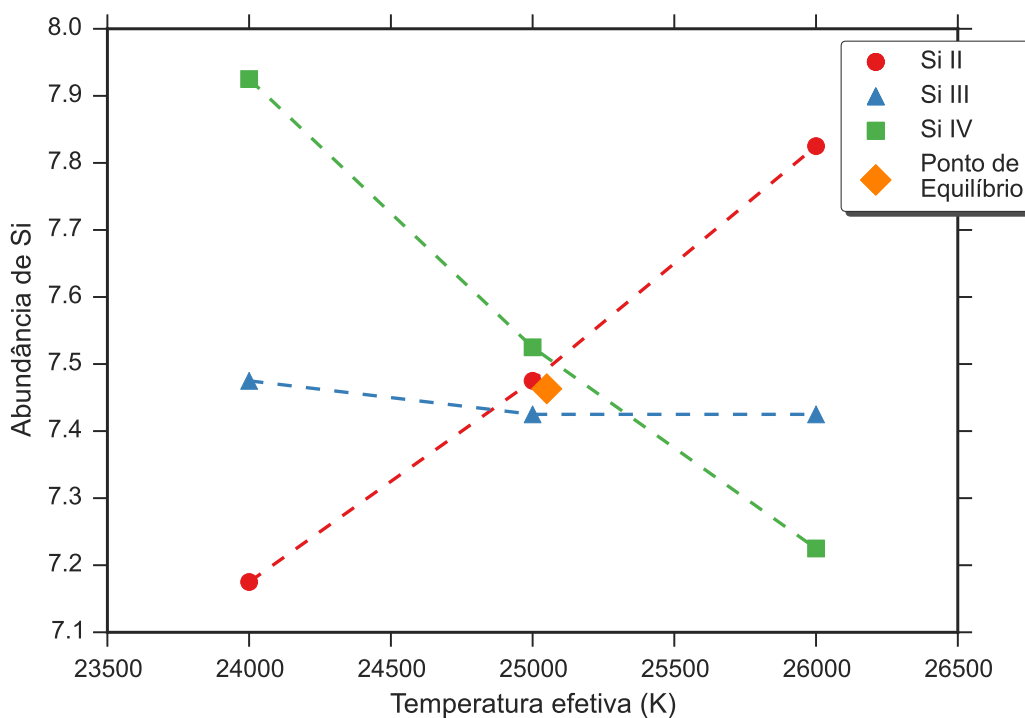


Figura A.182: Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 14013. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

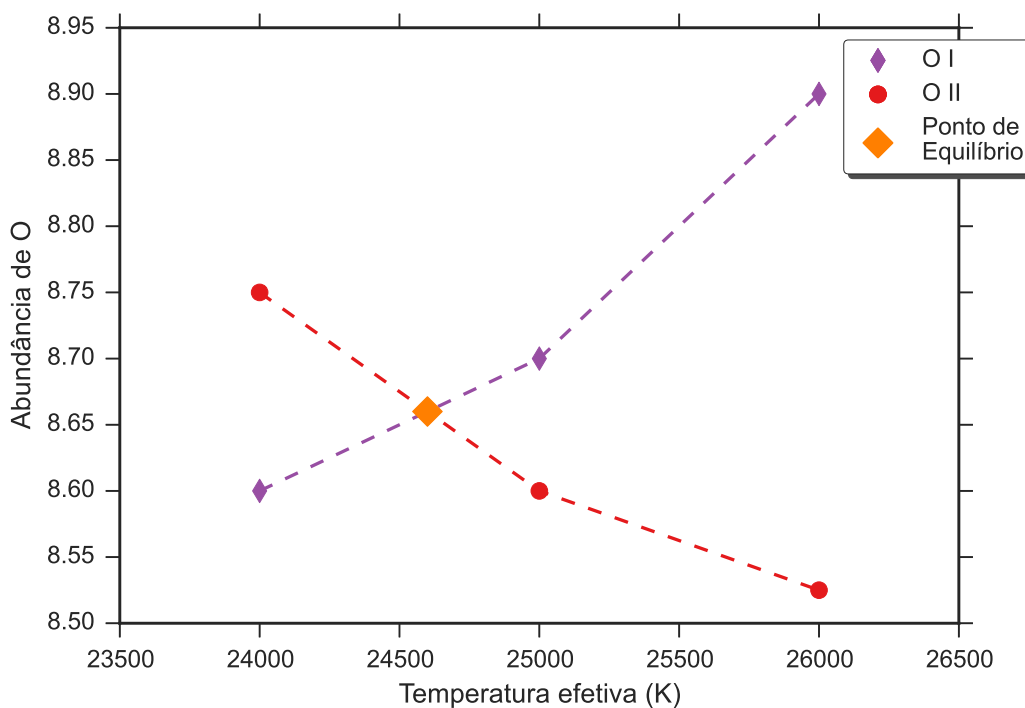


Figura A.183: Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 14013. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

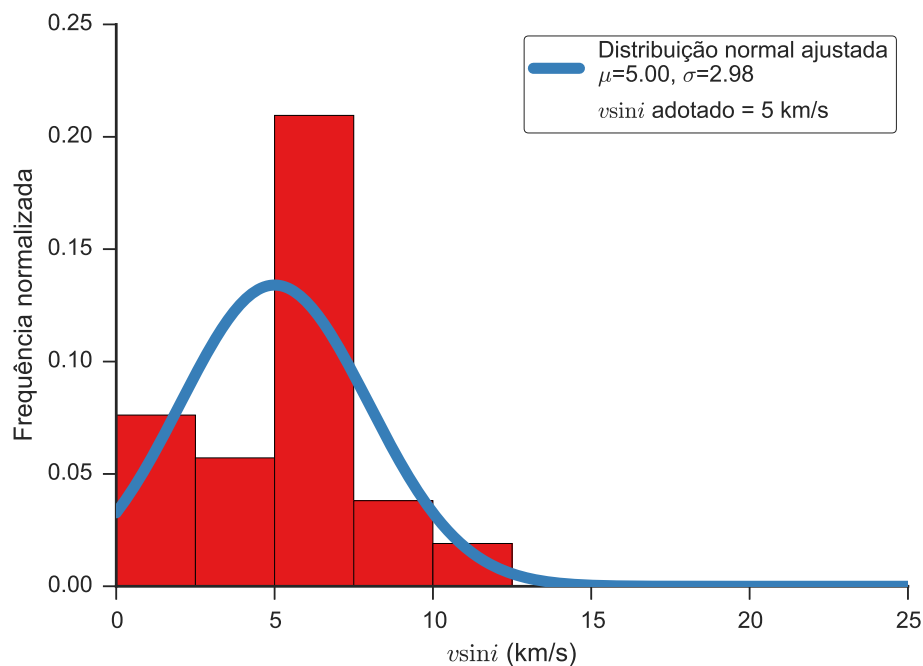


Figura A.184: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade rotacional projetada da estrela ALS 14013. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

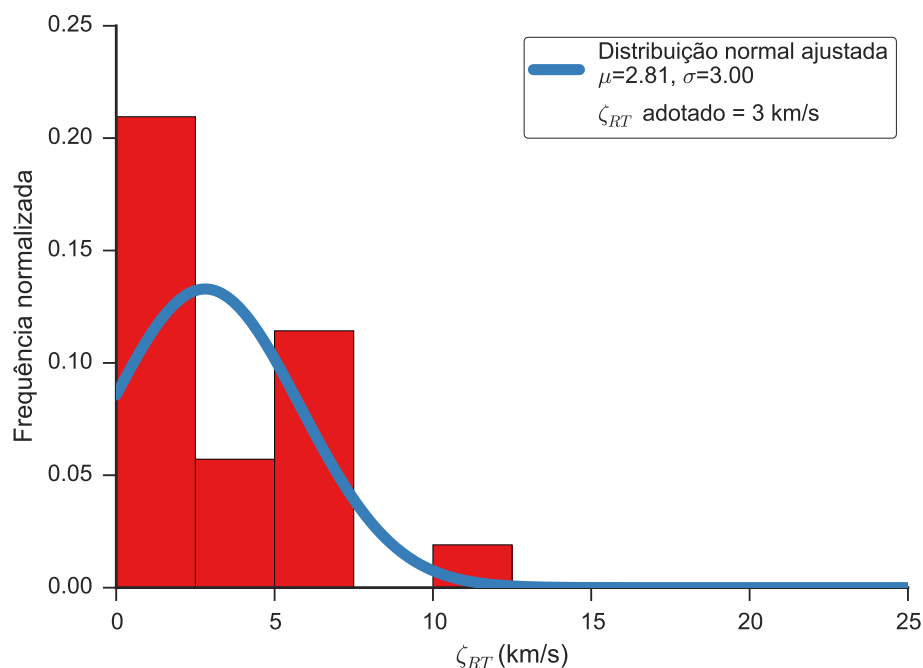


Figura A.185: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade de macroturbulência da estrela ALS 14013. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

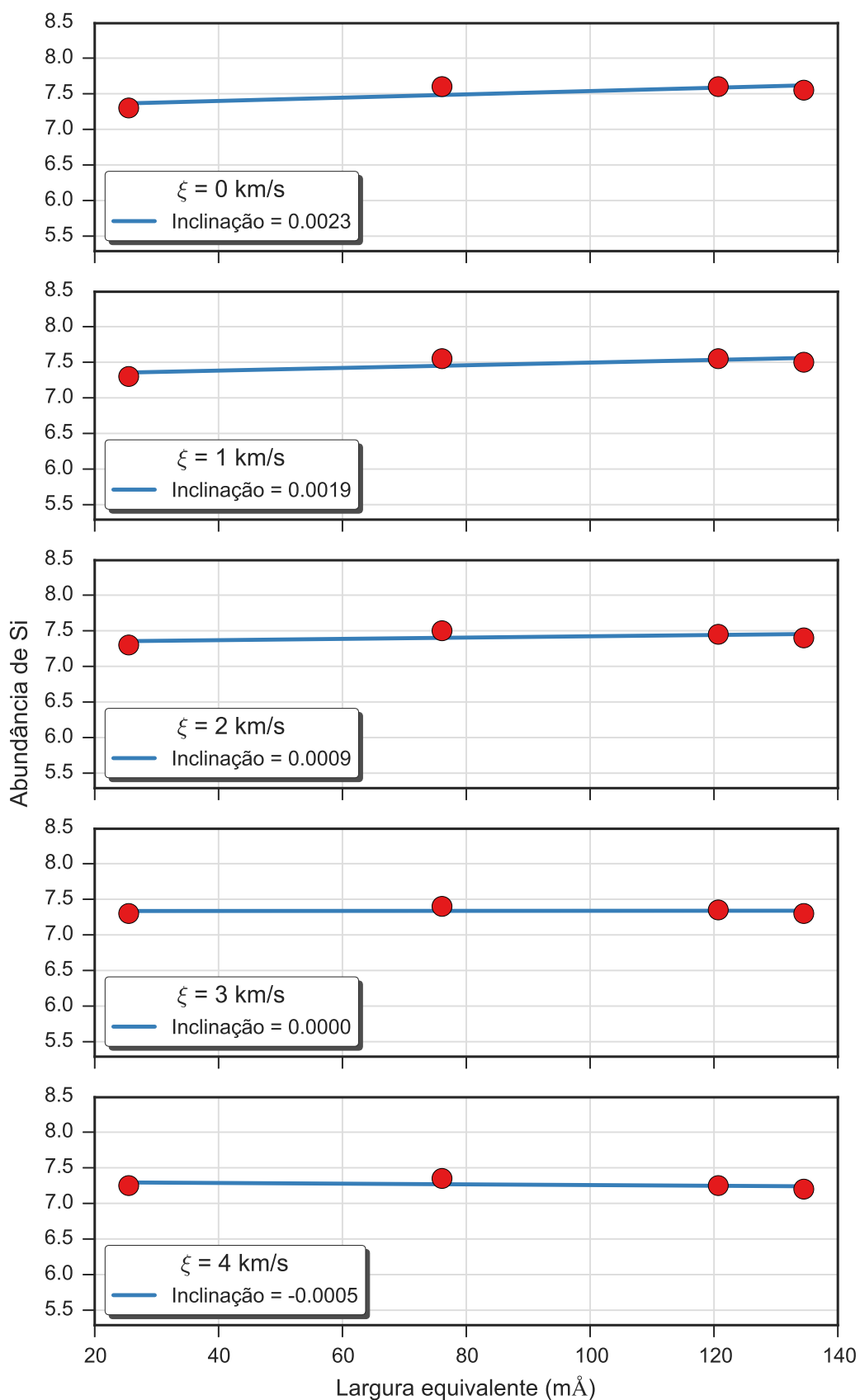


Figura A.186: Valores da abundância de silício para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 14013. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

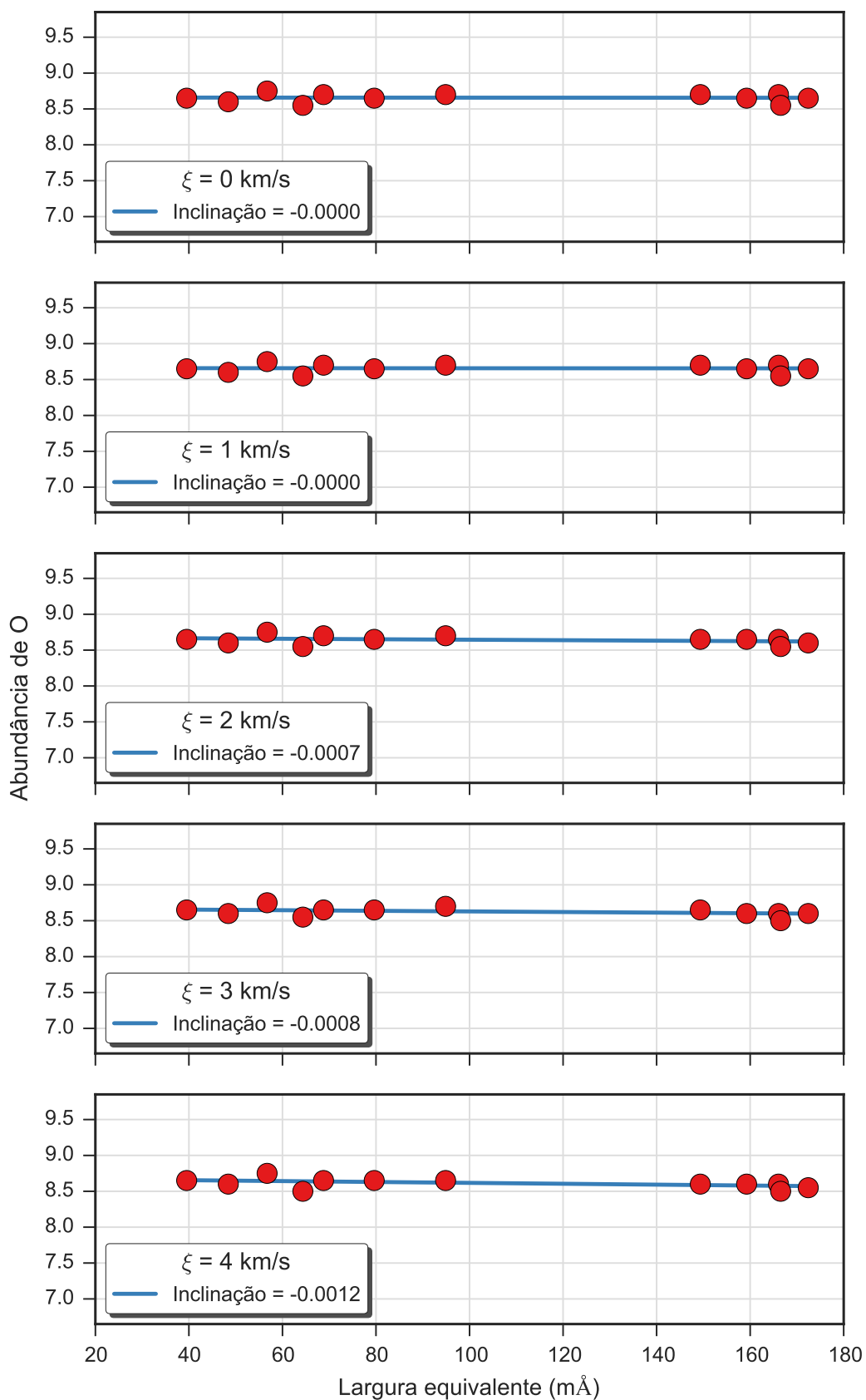


Figura A.187: Valores da abundância de oxigênio para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 14013. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

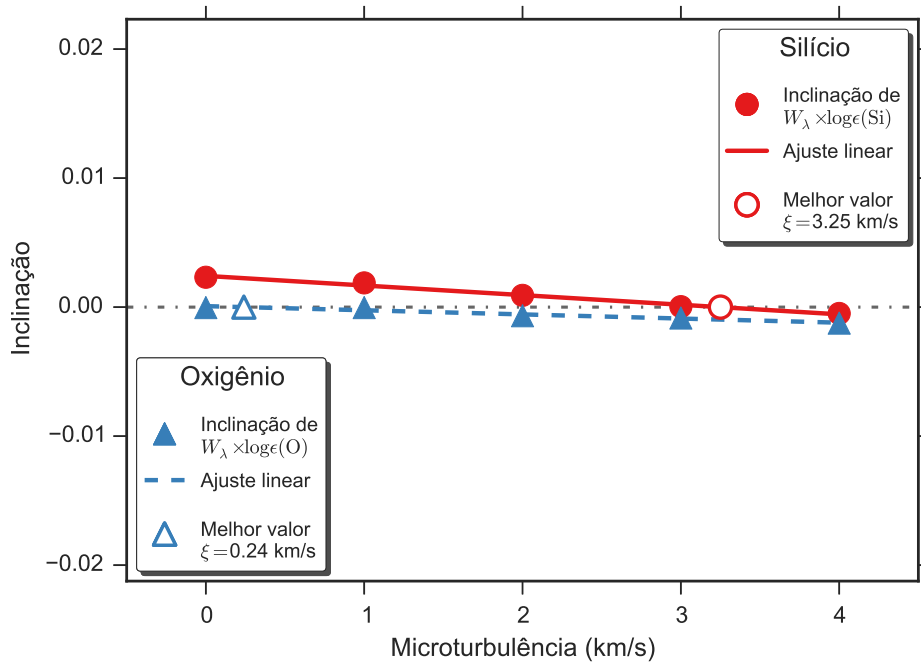


Figura A.188: Determinação do valor da velocidade de microturbulência para a estrela ALS 14013 através da identificação da independência do valor da abundância com a intensidade da linha, que ocorre quando a inclinação do ajuste linear é nula. Apresentamos os resultados obtidos para o silício e oxigênio, que podem ser vistos nas Figs. A.186 e A.187, respectivamente. Os pontos preenchidos representam os valores encontrados para cada valor da velocidade de microturbulência, as retas representam ajustes lineares e os pontos preenchidos representam a posição em que a inclinação é nula.

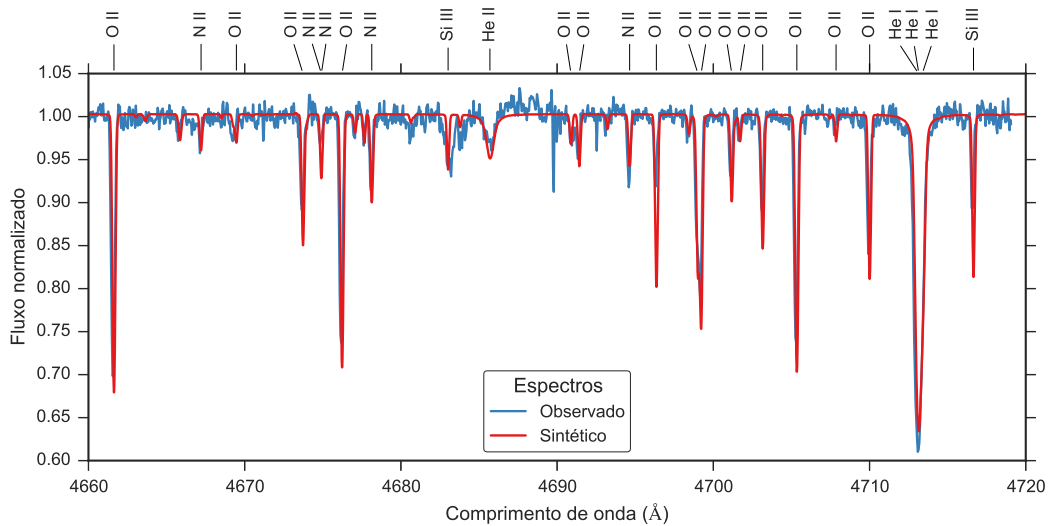


Figura A.189: Comparação entre o espectro observado da estrela ALS 14013 (em azul) e o espectro sintético modelado com os parâmetros determinados para esta estrela (em vermelho).

**A.2.19 ALS 15608**

ALS 15608		
$T_{ef}$	26200	K
$\log g$	3.83	dex
$v \sin i$	8	km/s
$\zeta_{RT}$	11	km/s
$\xi$	3	km/s
$\log(\epsilon)(\text{Si})$	7.4	dex
$\log(\epsilon)(\text{O})$	8.65	dex

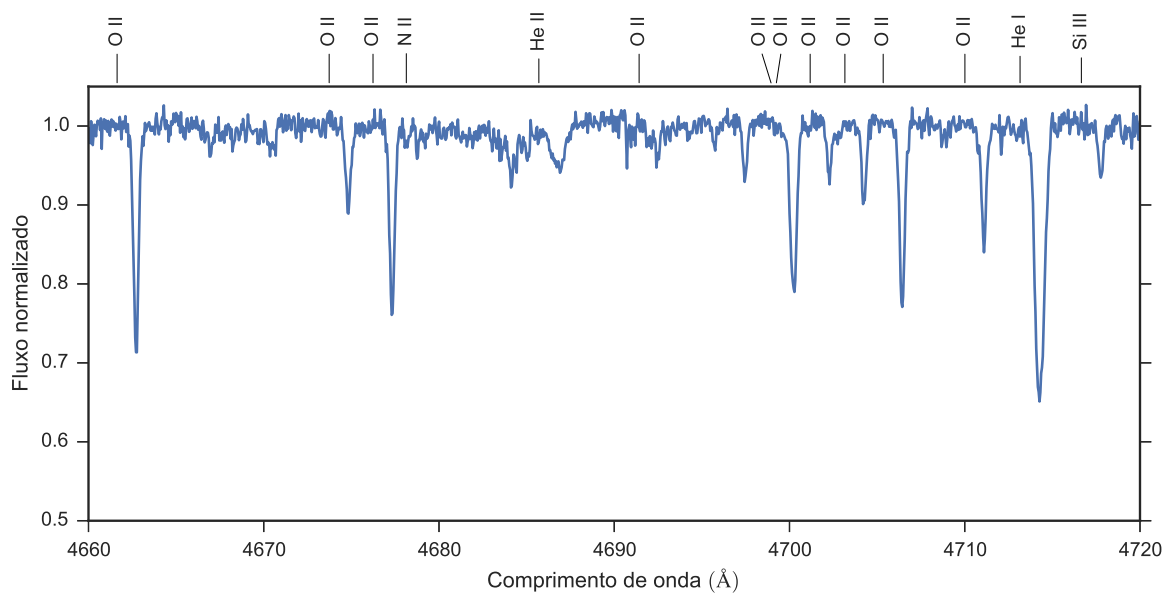


Figura A.190: Espectro da estrela ALS 15608. Apenas uma faixa espectral é apresentado como exemplo.



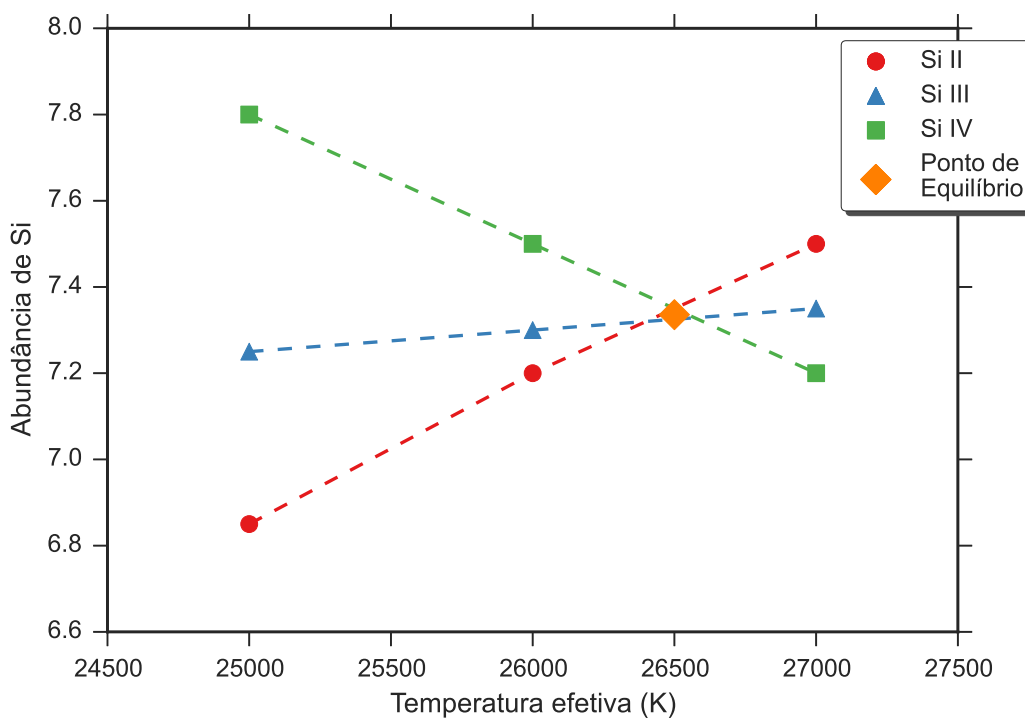


Figura A.191: Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 15608. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

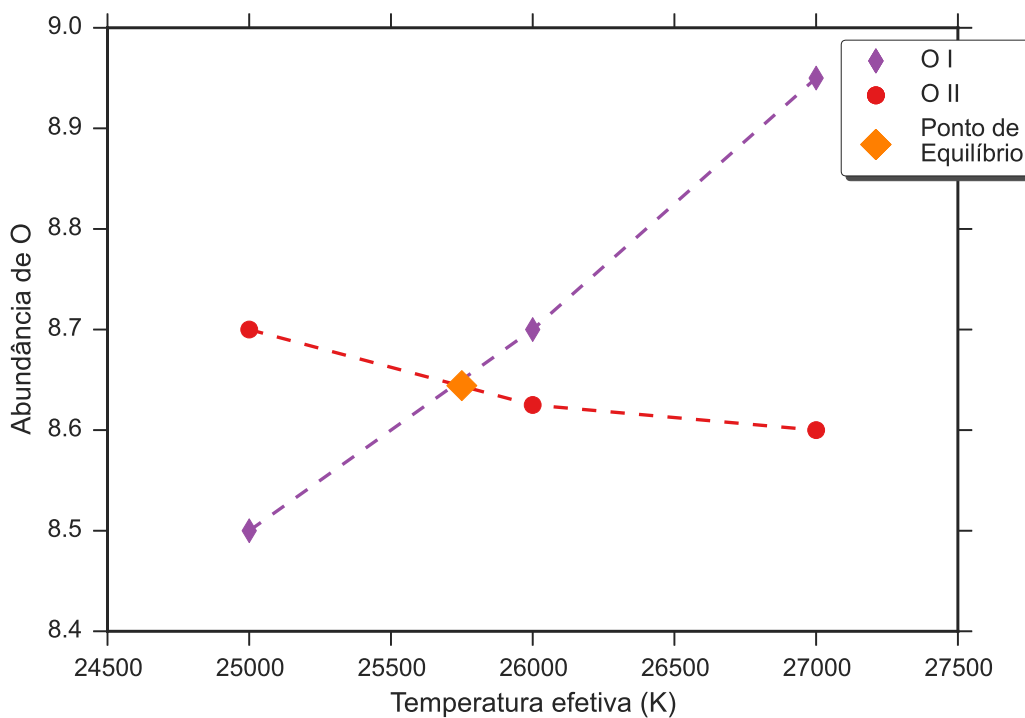


Figura A.192: Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 15608. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

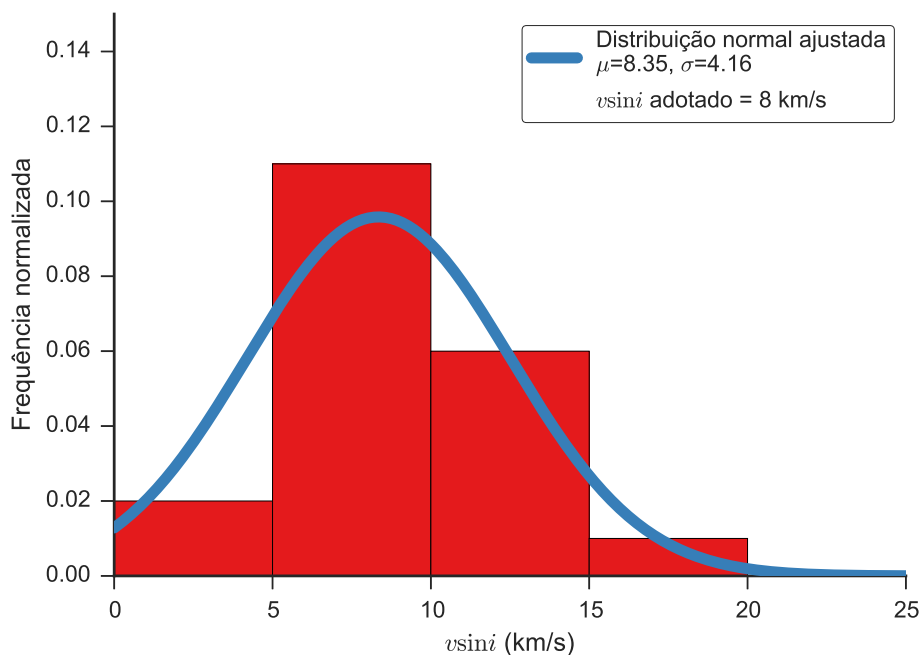


Figura A.193: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade rotacional projetada da estrela ALS 15608. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

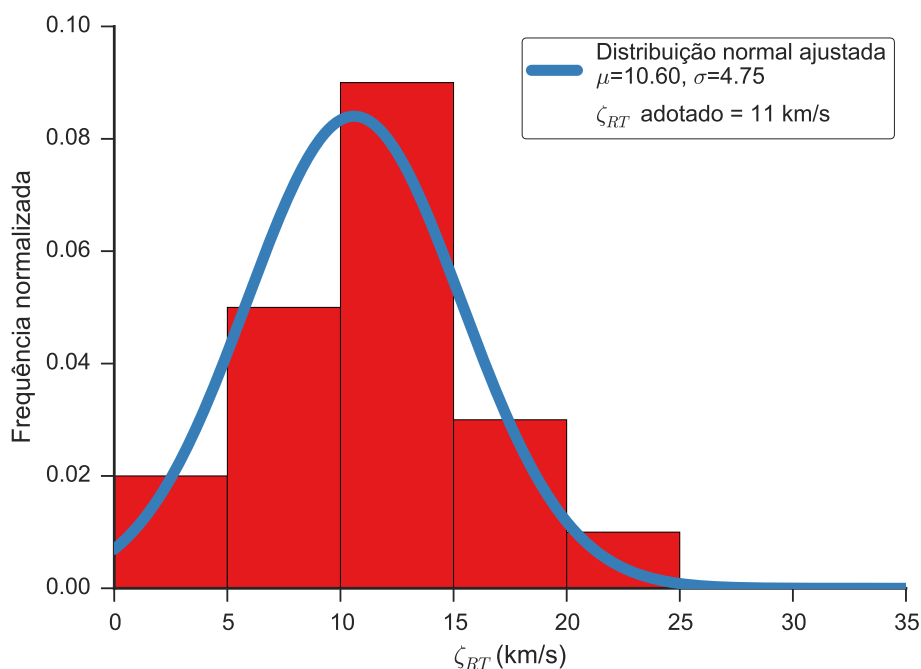


Figura A.194: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade de macroturbulência da estrela ALS 15608. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

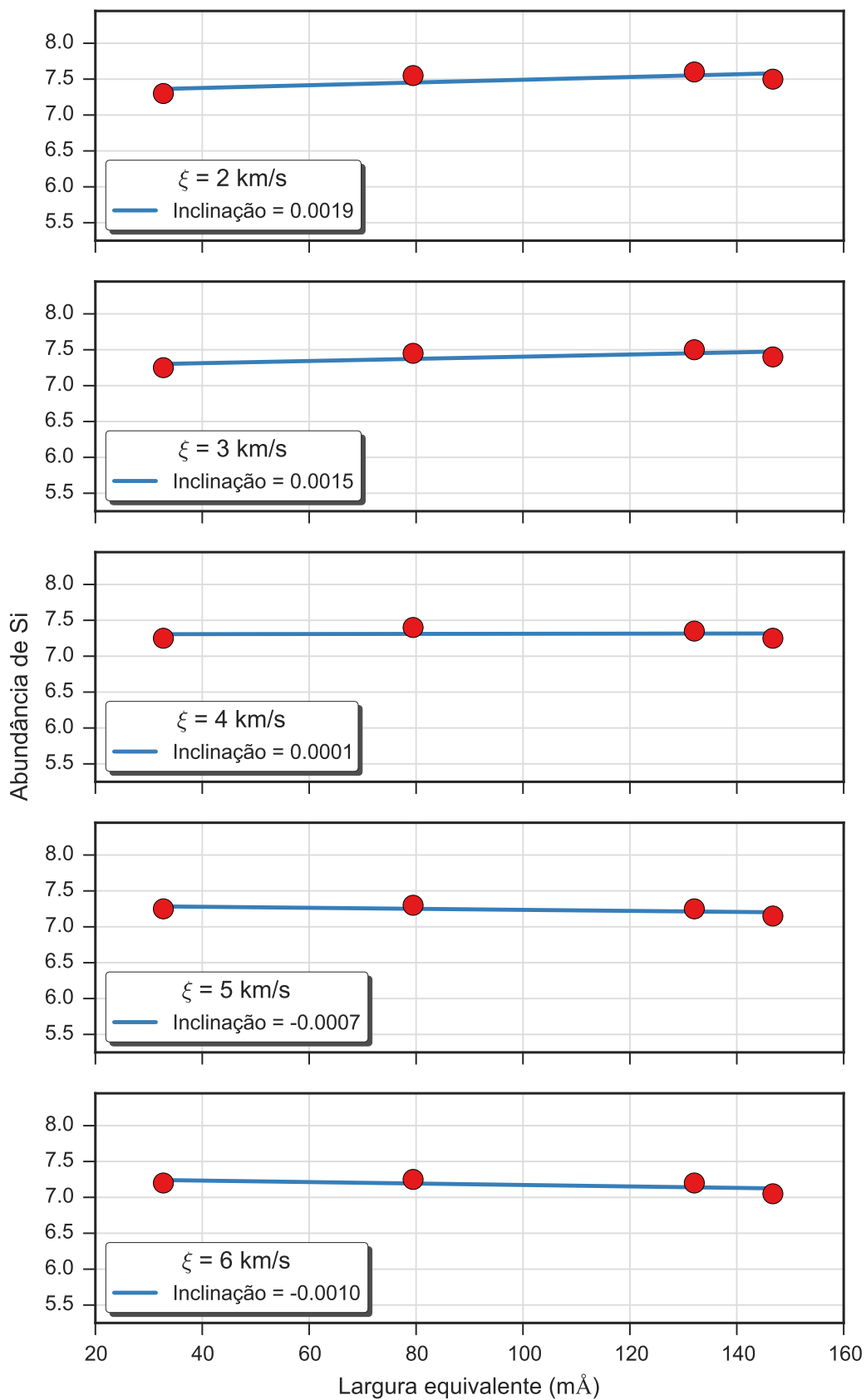


Figura A.195: Valores da abundância de silício para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 15608. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

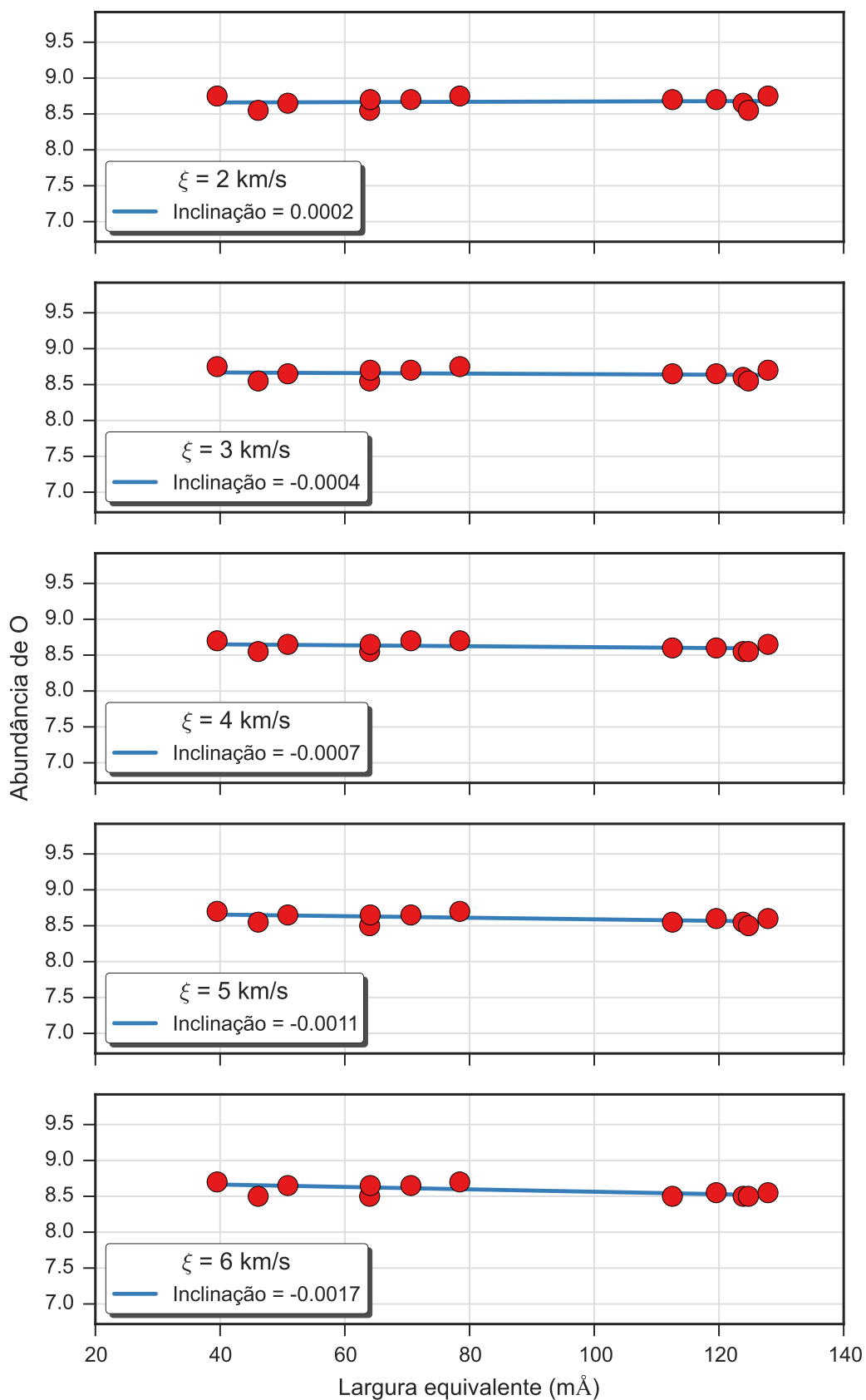


Figura A.196: Valores da abundância de oxigênio para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 15608. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

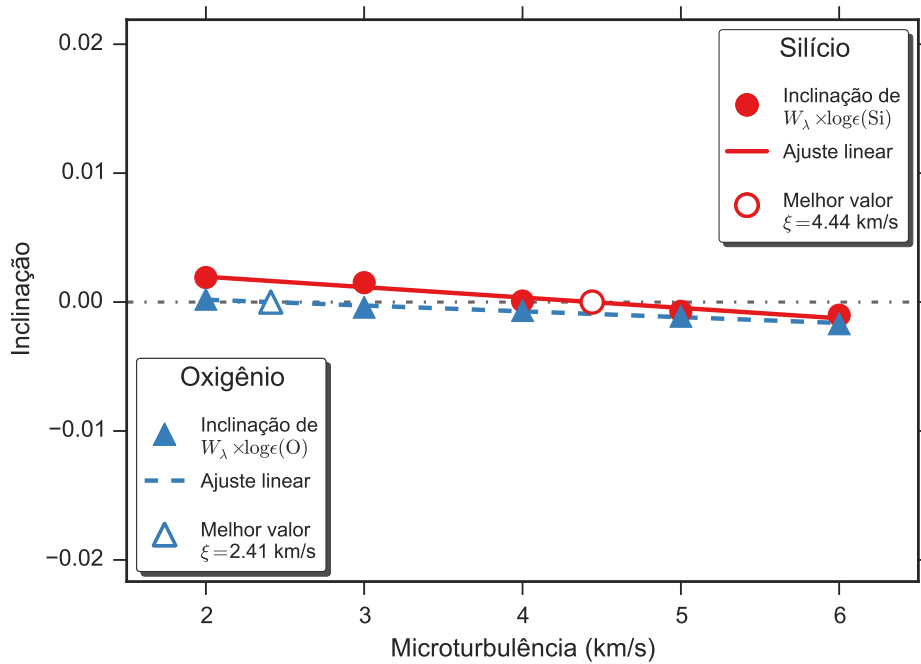


Figura A.197: Determinação do valor da velocidade de microturbulência para a estrela ALS 15608 através da identificação da independência do valor da abundância com a intensidade da linha, que ocorre quando a inclinação do ajuste linear é nula. Apresentamos os resultados obtidos para o silício e oxigênio, que podem ser vistos nas Figs. A.195 e A.196, respectivamente. Os pontos preenchidos representam os valores encontrados para cada valor da velocidade de microturbulência, as retas representam ajustes lineares e os pontos preenchidos representam a posição em que a inclinação é nula.

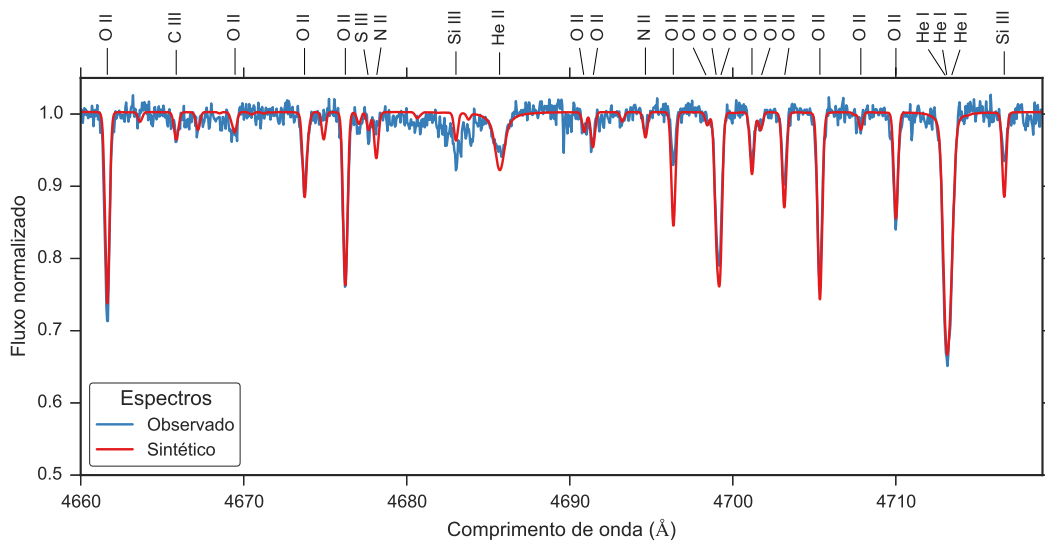


Figura A.198: Comparação entre o espectro observado da estrela ALS 15608 (em azul) e o espectro sintético modelado com os parâmetros determinados para esta estrela (em vermelho).

**A.2.20 ALS 16106**

ALS 16106		
$T_{ef}$	24800	K
$\log g$	4.32	dex
$v \sin i$	9	km/s
$\zeta_{RT}$	8	km/s
$\xi$	1	km/s
$\log(\epsilon)(\text{Si})$	7.34	dex
$\log(\epsilon)(\text{O})$	8.65	dex

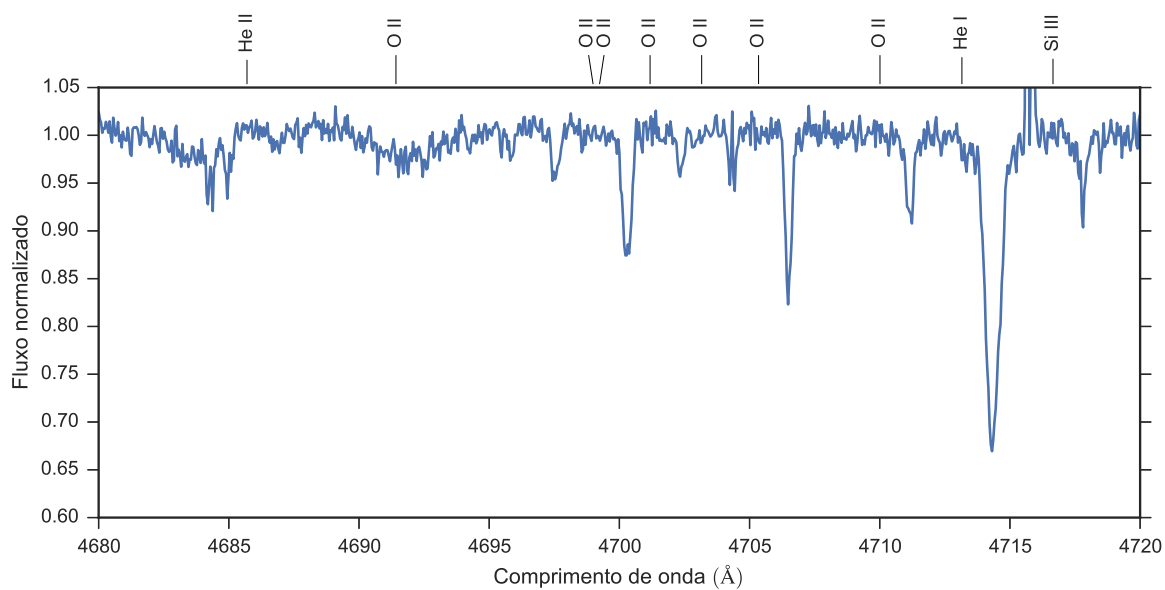


Figura A.199: Espectro da estrela ALS 16106. Apenas uma faixa espectral é apresentado como exemplo.

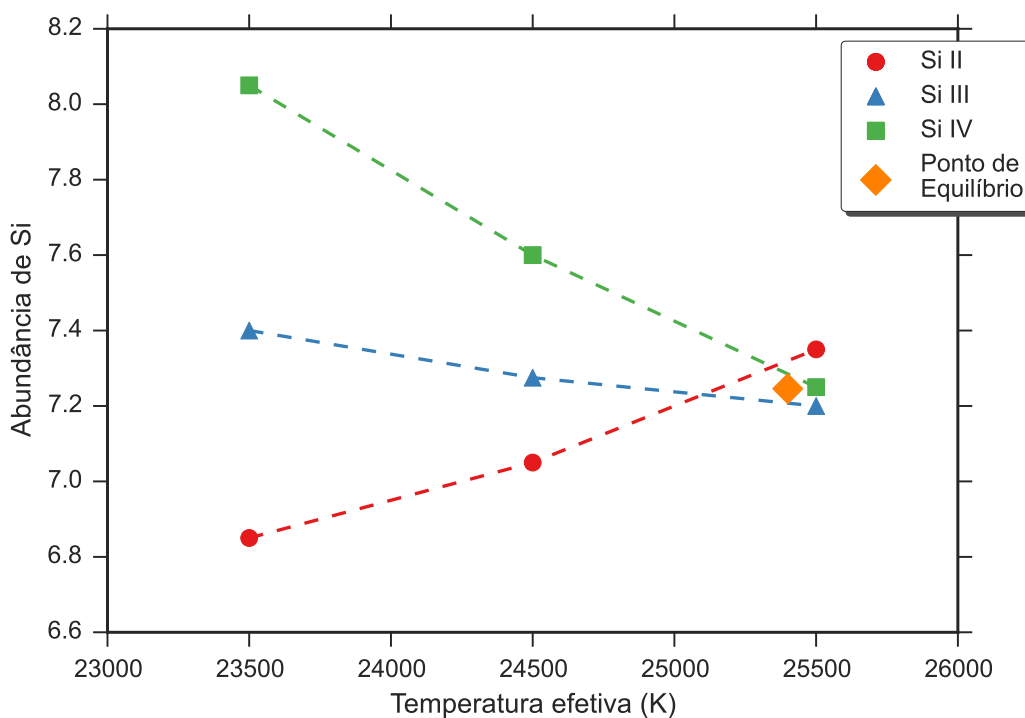


Figura A.200: Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 16106. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

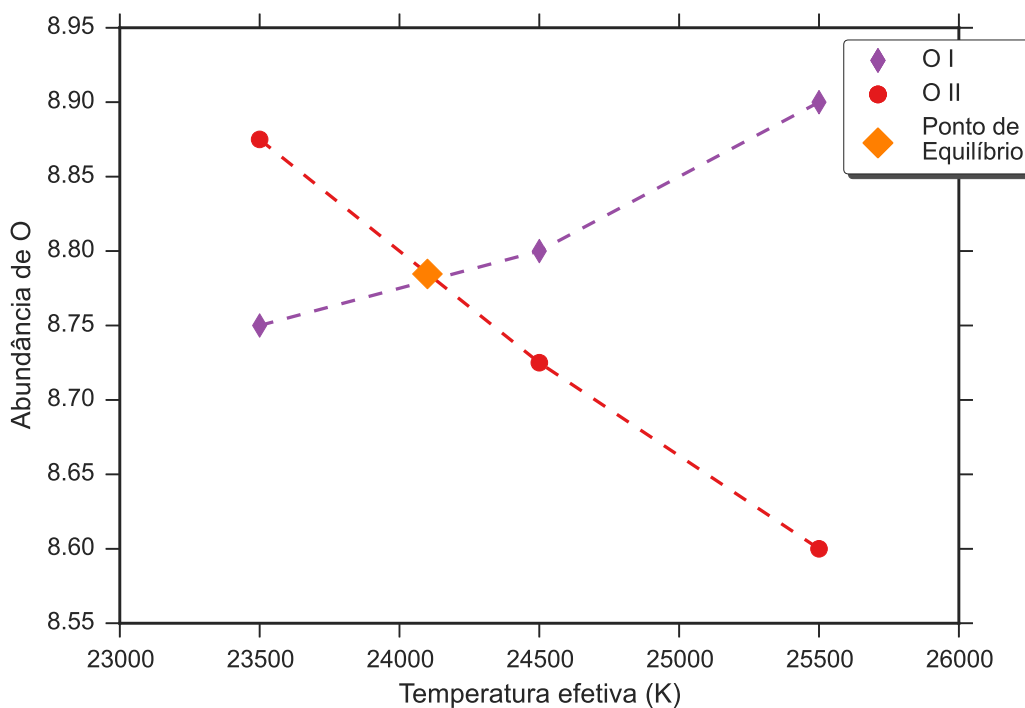


Figura A.201: Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 16106. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

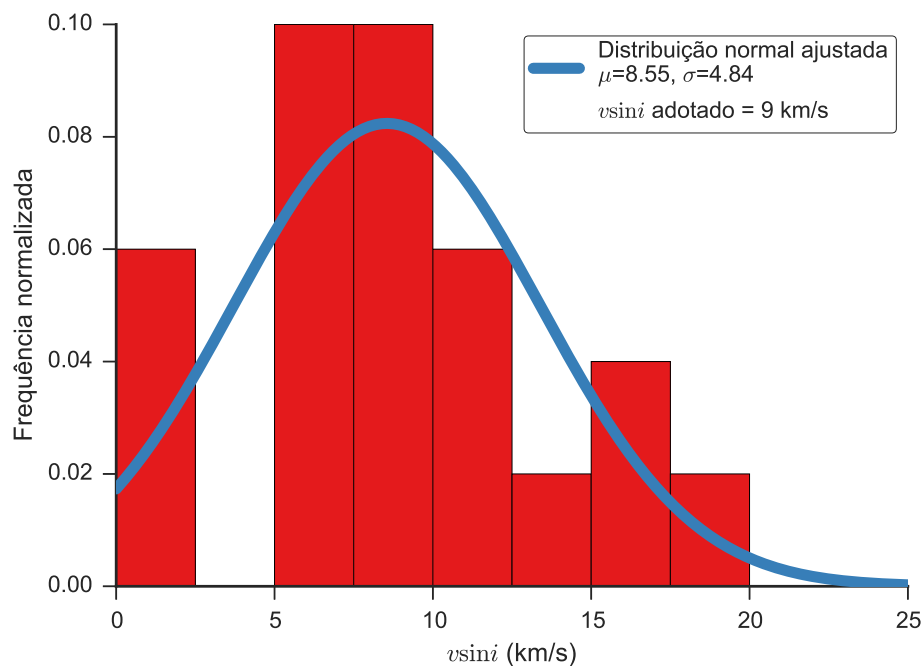


Figura A.202: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade rotacional projetada da estrela ALS 16106. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

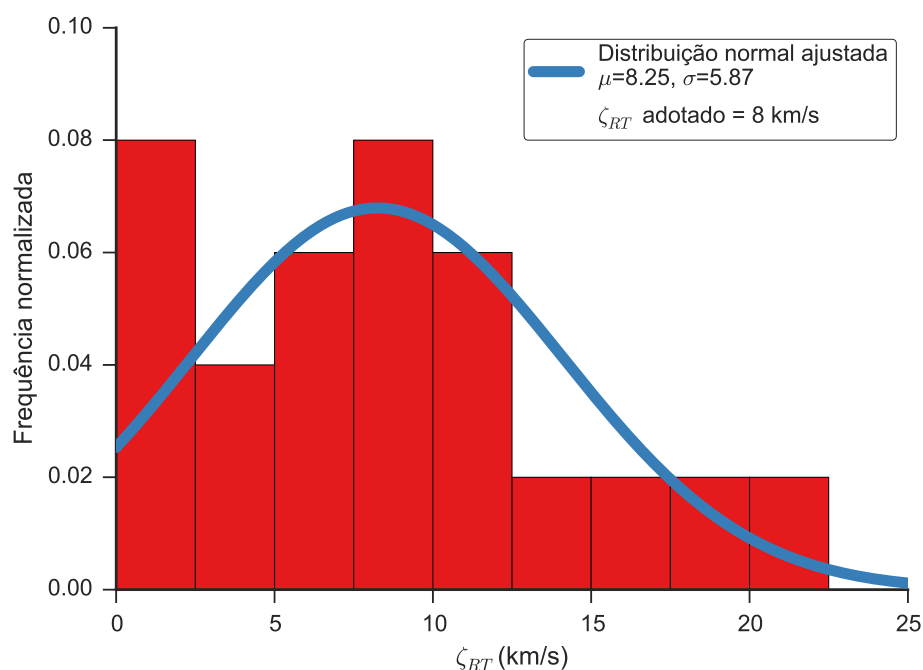


Figura A.203: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade de macroturbulência da estrela ALS 16106. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.



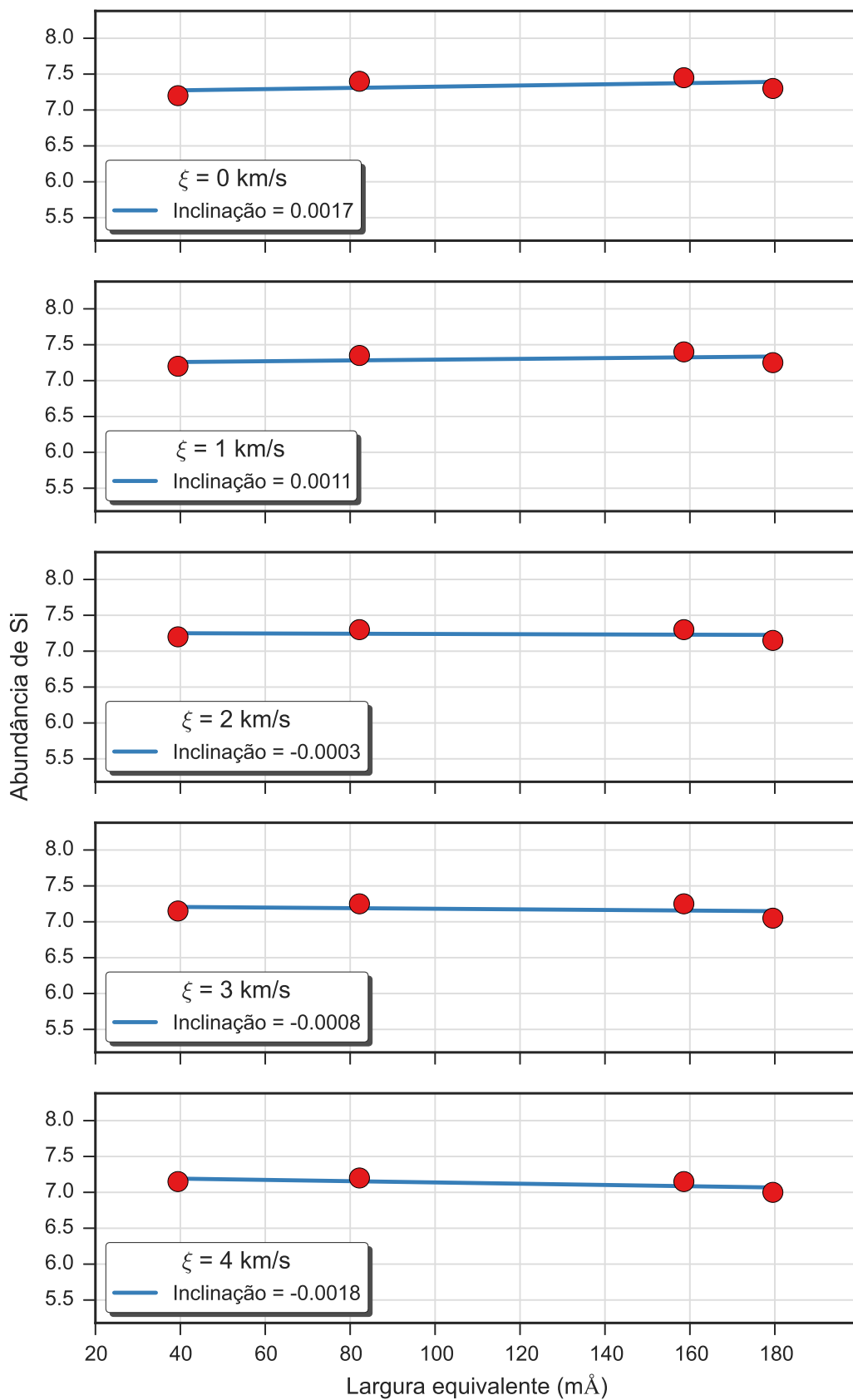


Figura A.204: Valores da abundância de silício para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 16106. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

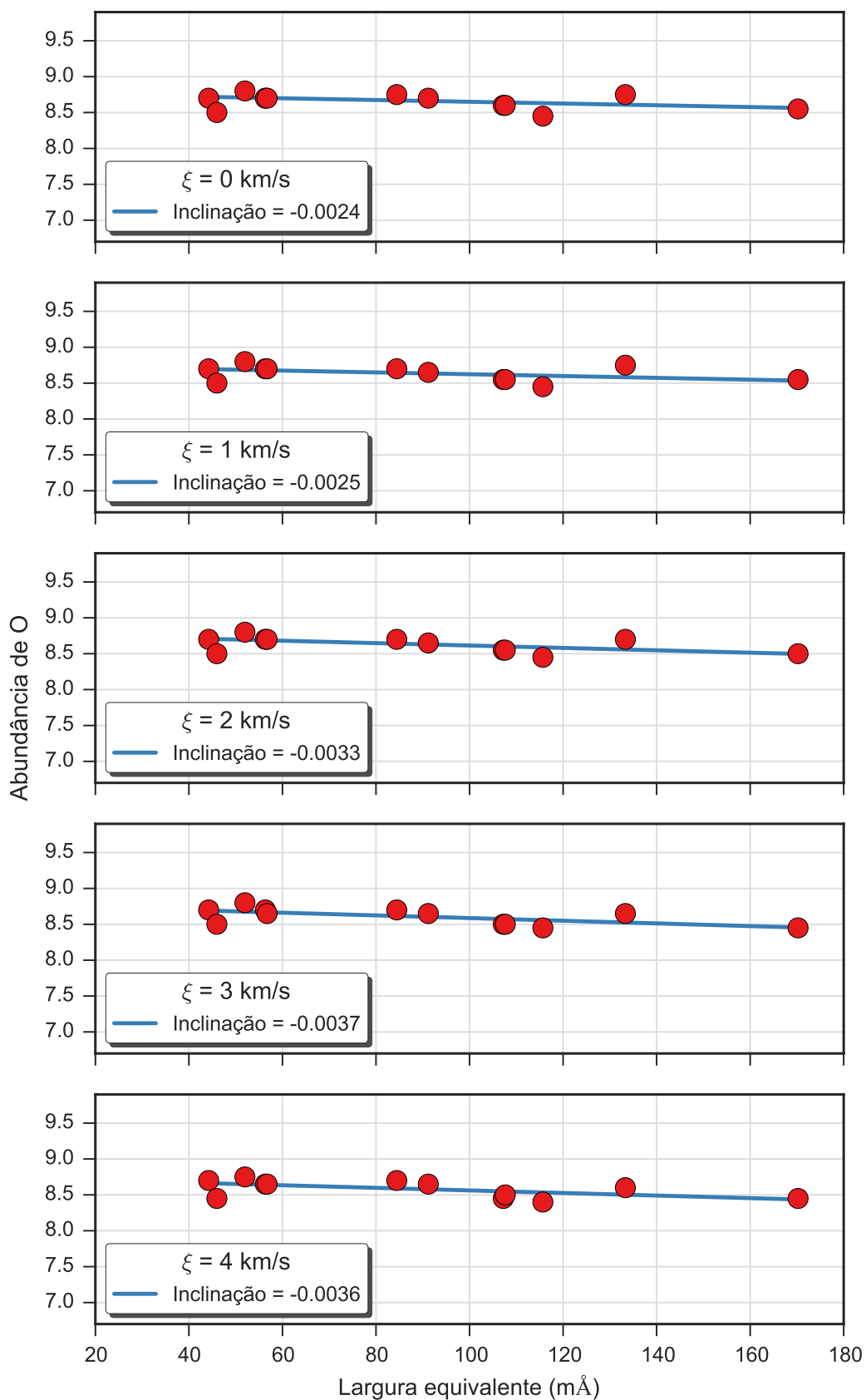


Figura A.205: Valores da abundância de oxigênio para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 16106. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

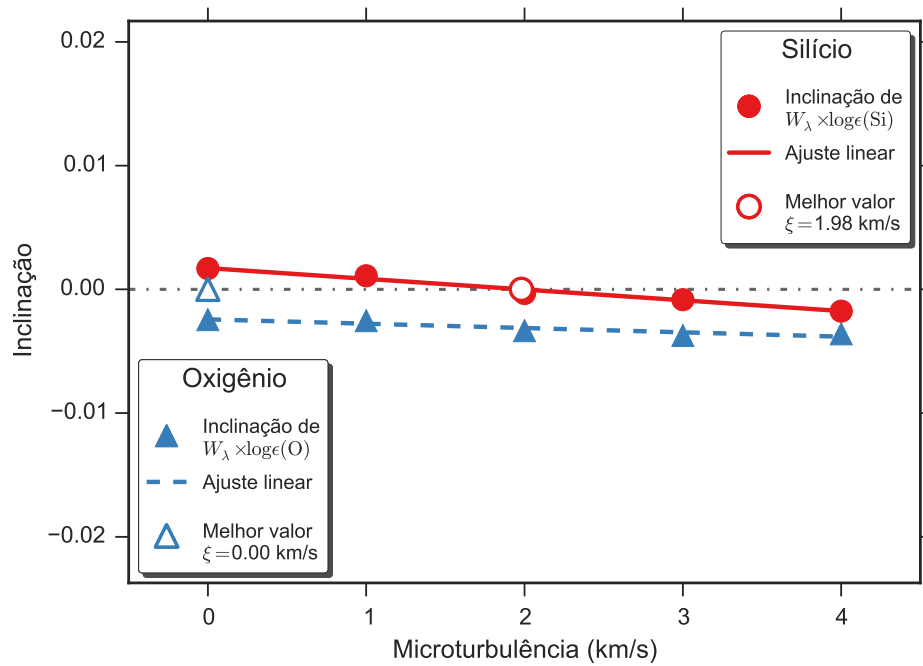


Figura A.206: Determinação do valor da velocidade de microturbulência para a estrela ALS 16106 através da identificação da independência do valor da abundância com a intensidade da linha, que ocorre quando a inclinação do ajuste linear é nula. Apresentamos os resultados obtidos para o silício e oxigênio, que podem ser vistos nas Figs. A.204 e A.205, respectivamente. Os pontos preenchidos representam os valores encontrados para cada valor da velocidade de microturbulência, as retas representam ajustes lineares e os pontos preenchidos representam a posição em que a inclinação é nula.

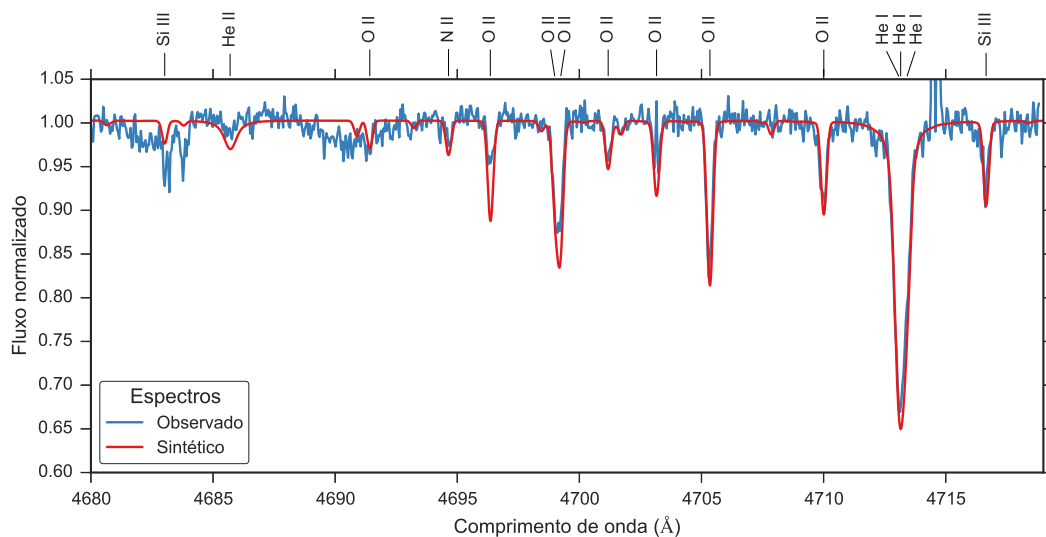


Figura A.207: Comparação entre o espectro observado da estrela ALS 16106 (em azul) e o espectro sintético modelado com os parâmetros determinados para esta estrela (em vermelho).

**A.2.21 ALS 16107**

ALS 16107		
$T_{ef}$	20700	K
$\log g$	3.65	dex
$v \sin i$	82	km/s
$\zeta_{RT}$	3	km/s
$\xi$	3	km/s
$\log(\epsilon)(\text{Si})$	7.42	dex
$\log(\epsilon)(\text{O})$	8.78	dex

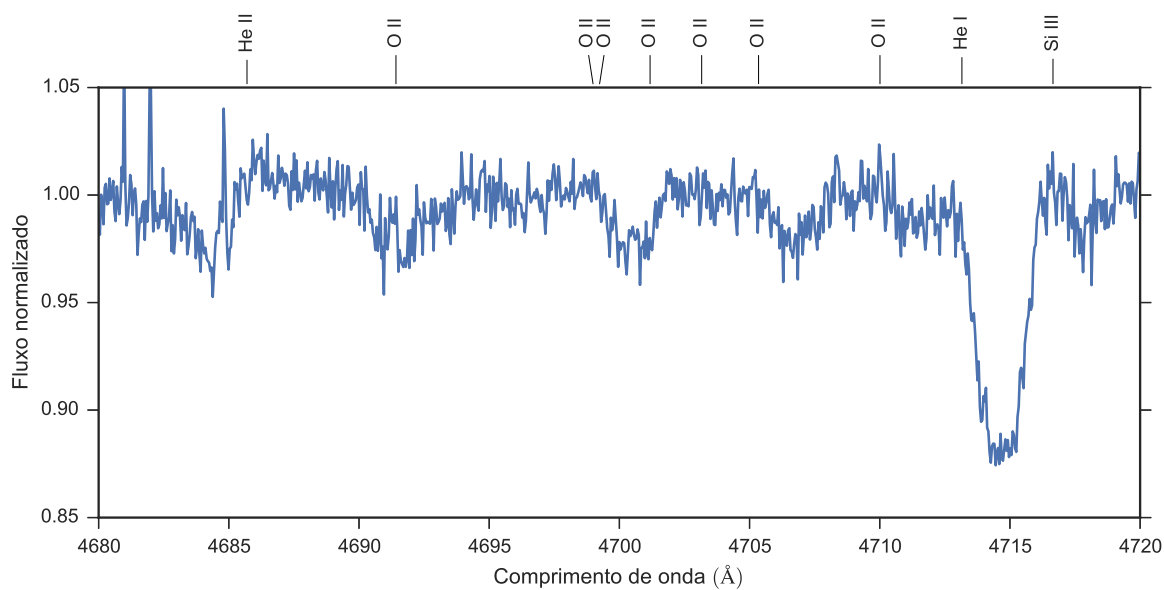


Figura A.208: Espectro da estrela ALS 16107. Apenas uma faixa espectral é apresentado como exemplo.

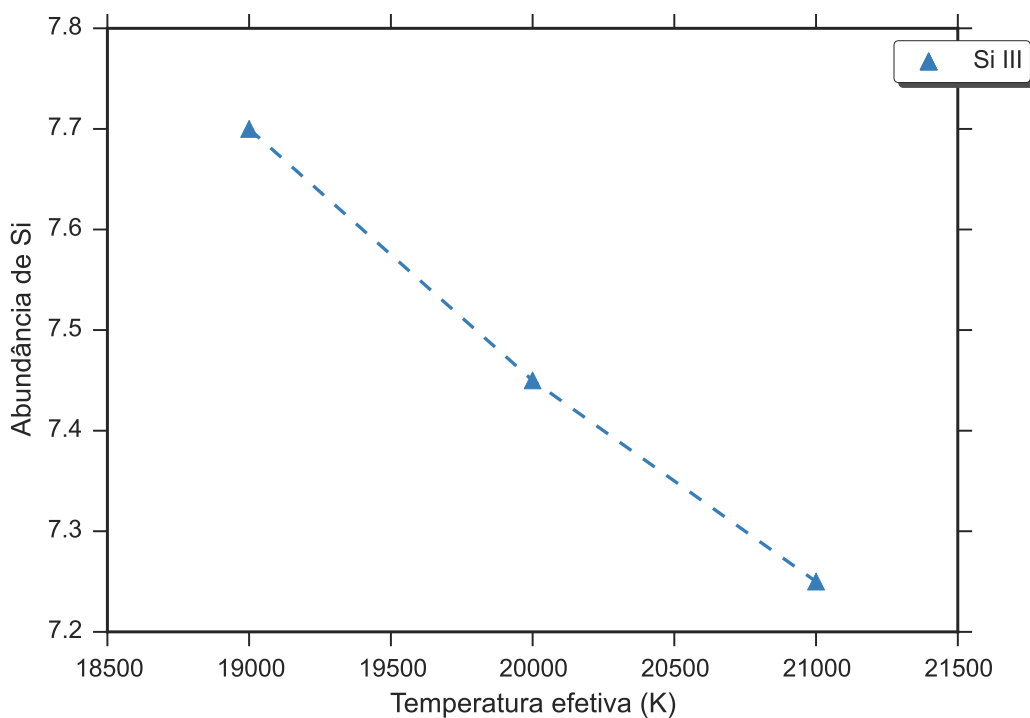


Figura A.209: Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 16107. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

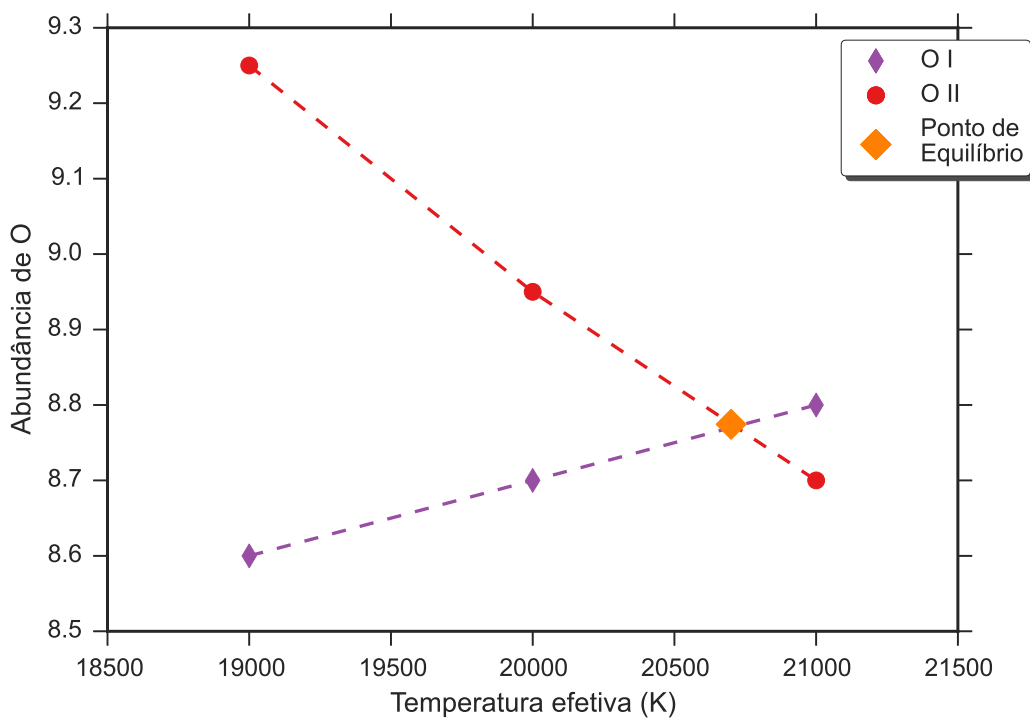


Figura A.210: Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 16107. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

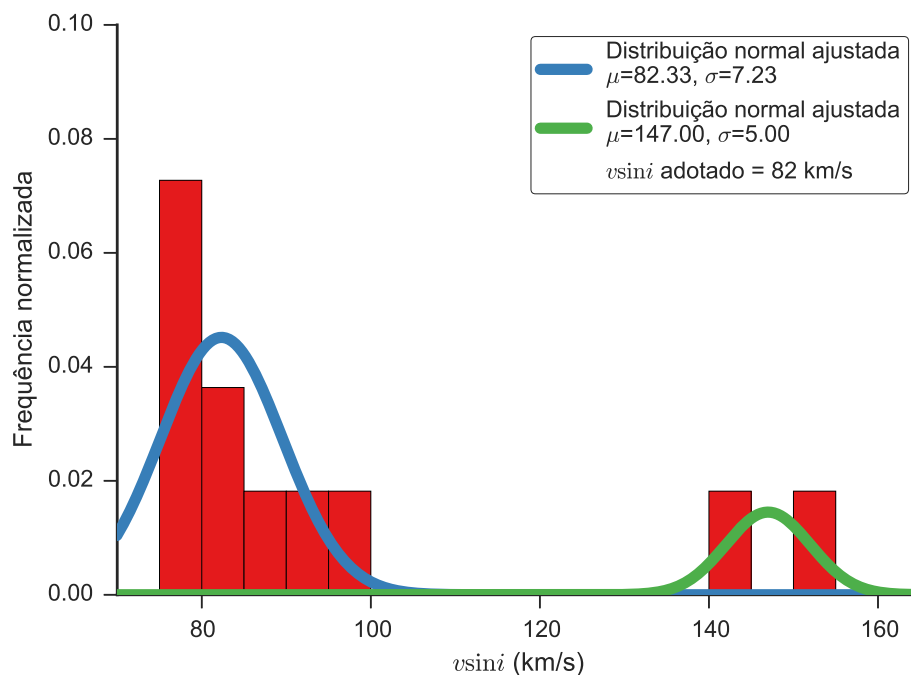


Figura A.211: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade rotacional projetada da estrela ALS 16107. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

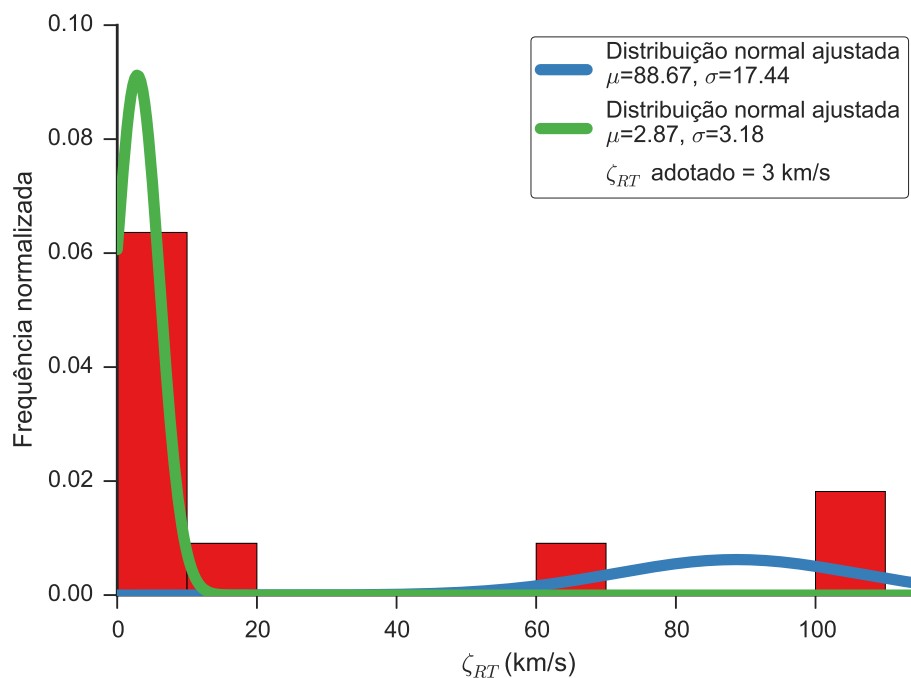


Figura A.212: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade de macroturbulência da estrela ALS 16107. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

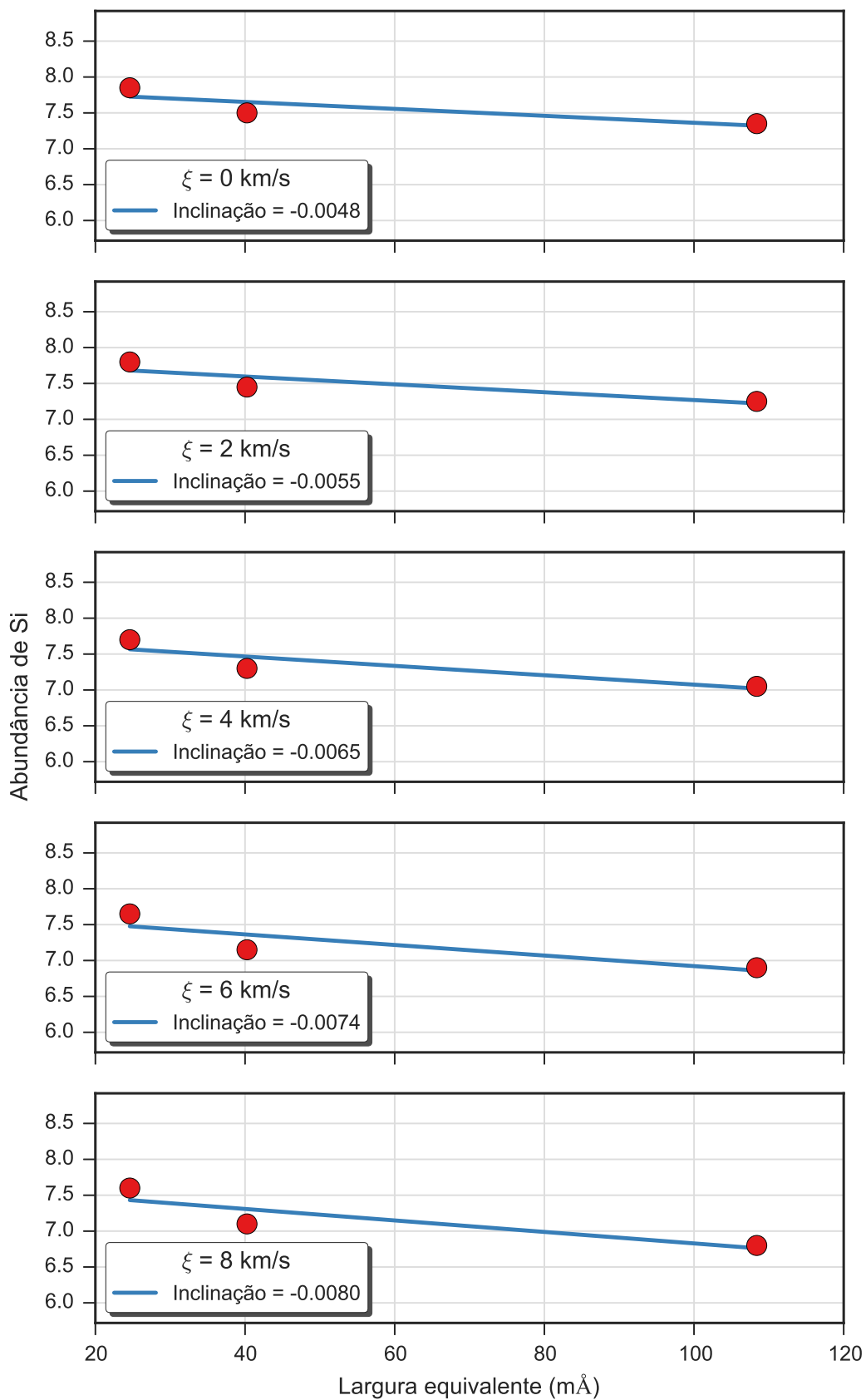


Figura A.213: Valores da abundância de silício para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 16107. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

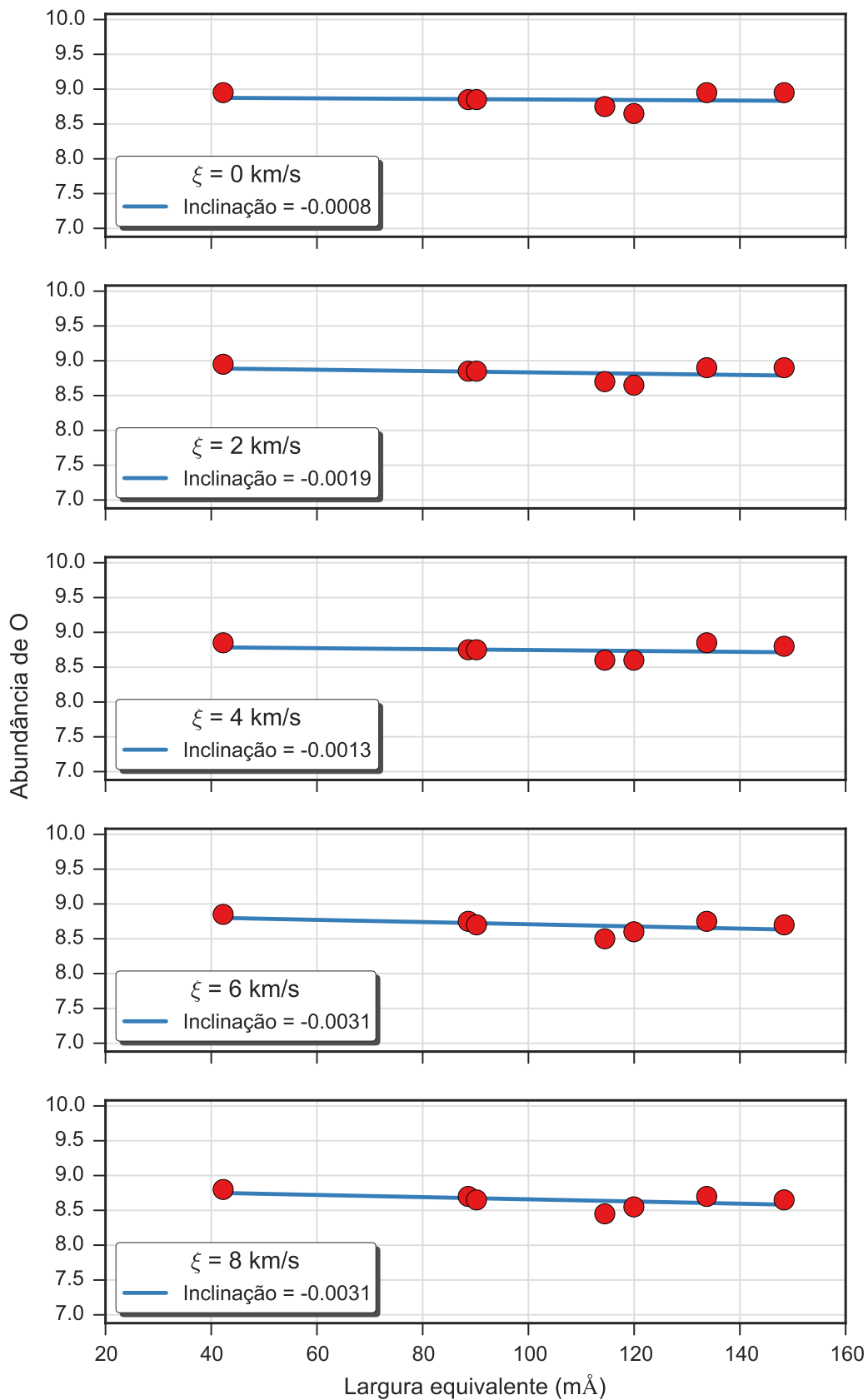


Figura A.214: Valores da abundância de oxigênio para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 16107. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.



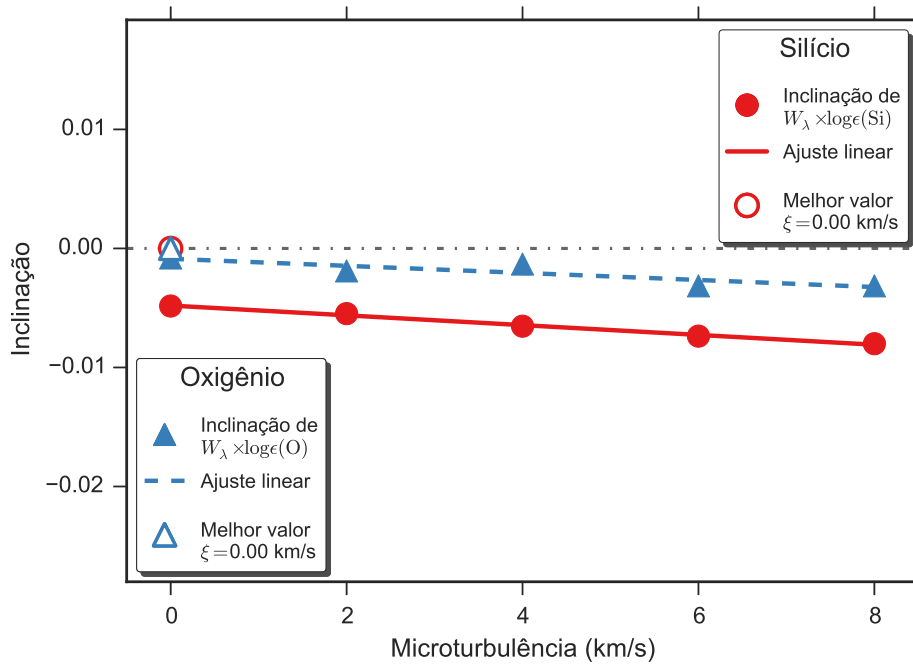


Figura A.215: Determinação do valor da velocidade de microturbulência para a estrela ALS 16107 através da identificação da independência do valor da abundância com a intensidade da linha, que ocorre quando a inclinação do ajuste linear é nula. Apresentamos os resultados obtidos para o silício e oxigênio, que podem ser vistos nas Figs. A.213 e A.214, respectivamente. Os pontos preenchidos representam os valores encontrados para cada valor da velocidade de microturbulência, as retas representam ajustes lineares e os pontos preenchidos representam a posição em que a inclinação é nula.

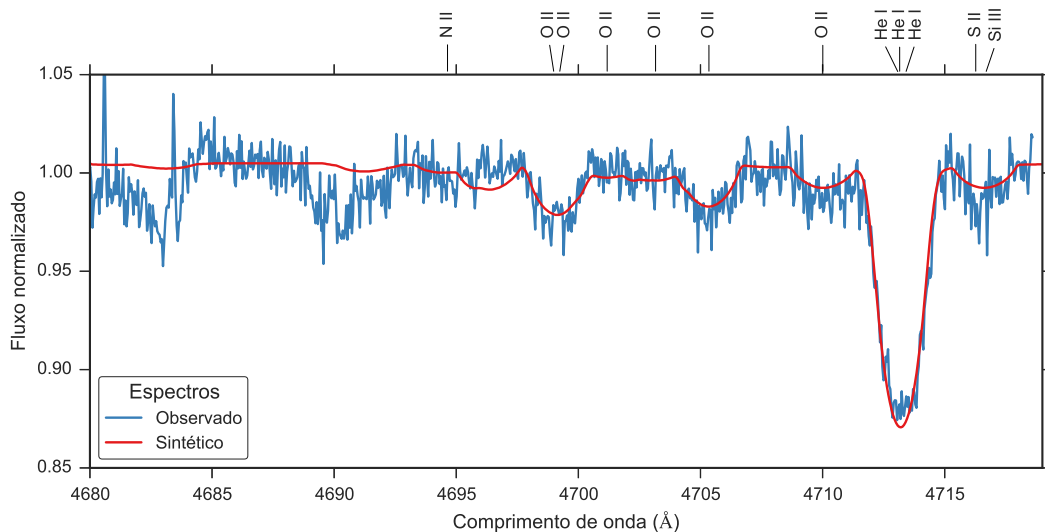


Figura A.216: Comparação entre o espectro observado da estrela ALS 16107 (em azul) e o espectro sintético modelado com os parâmetros determinados para esta estrela (em vermelho).

**A.2.22 ALS 16807**

ALS 16807		
$T_{ef}$	20200	K
$\log g$	3.97	dex
$v \sin i$	44	km/s
$\zeta_{RT}$	50	km/s
$\xi$	0	km/s
$\log(\epsilon)(\text{Si})$	7.58	dex
$\log(\epsilon)(\text{O})$	8.88	dex

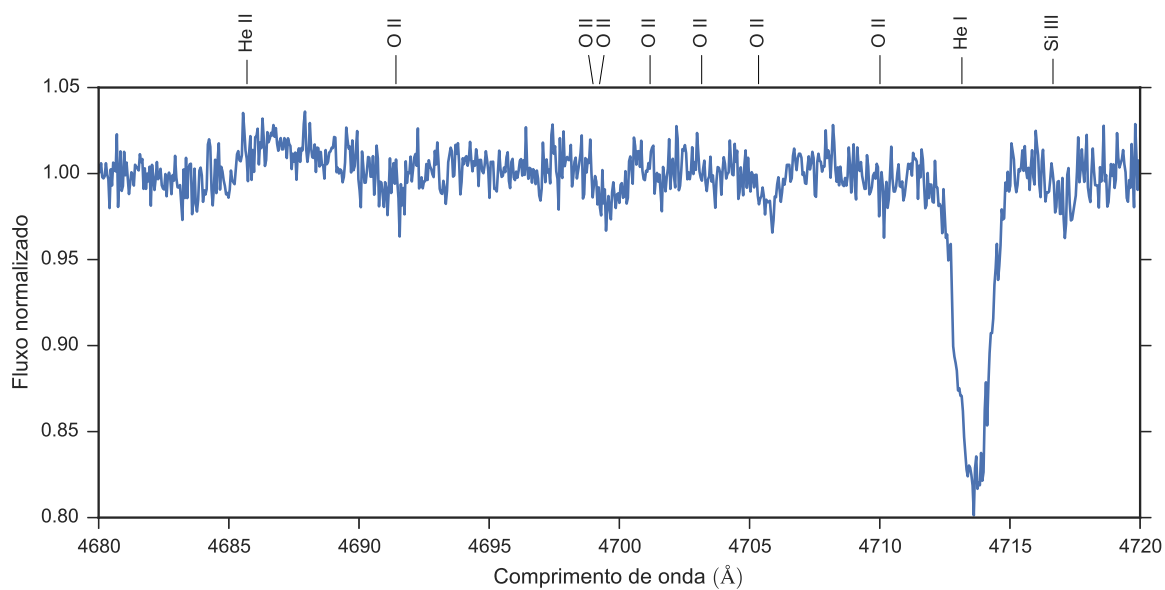


Figura A.217: Espectro da estrela ALS 16807. Apenas uma faixa espectral é apresentado como exemplo.

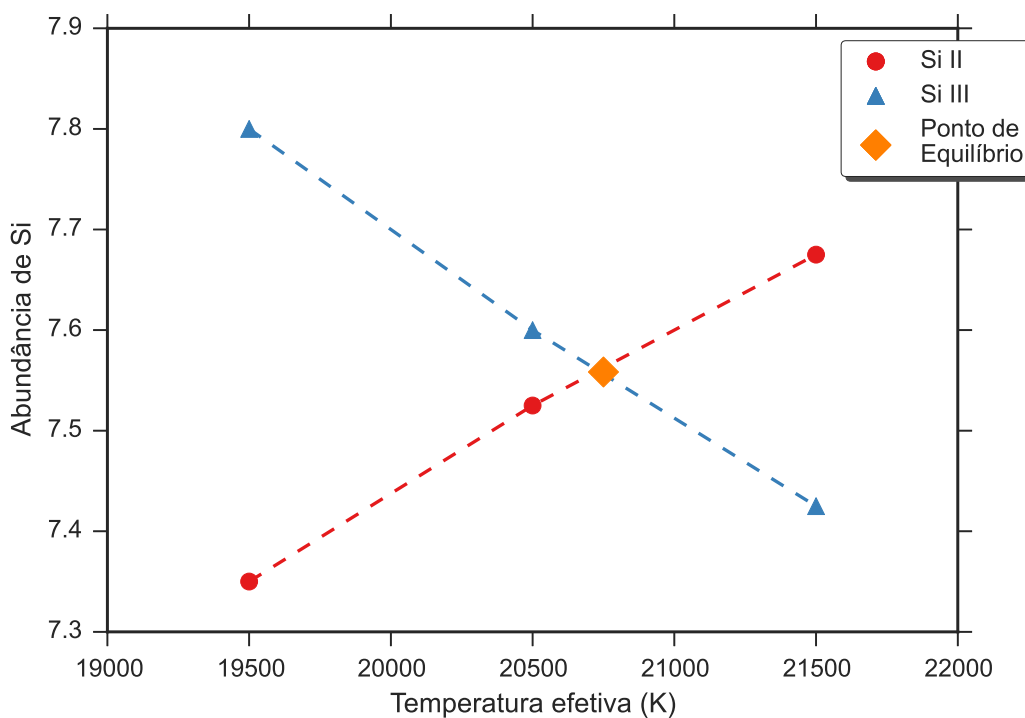


Figura A.218: Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 16807. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

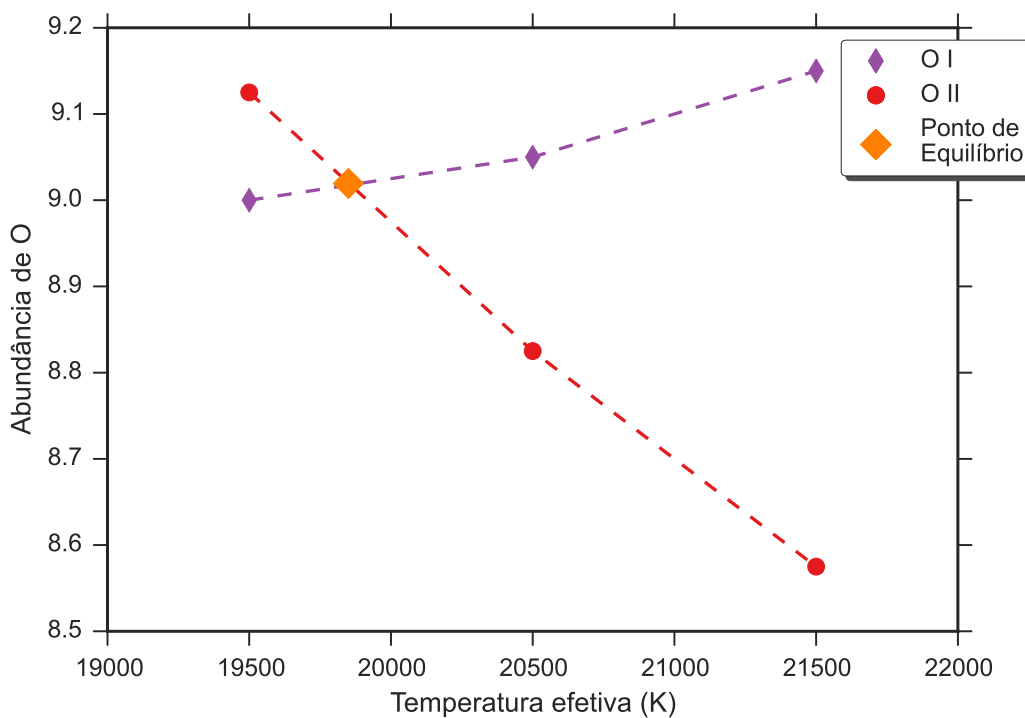


Figura A.219: Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 16807. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

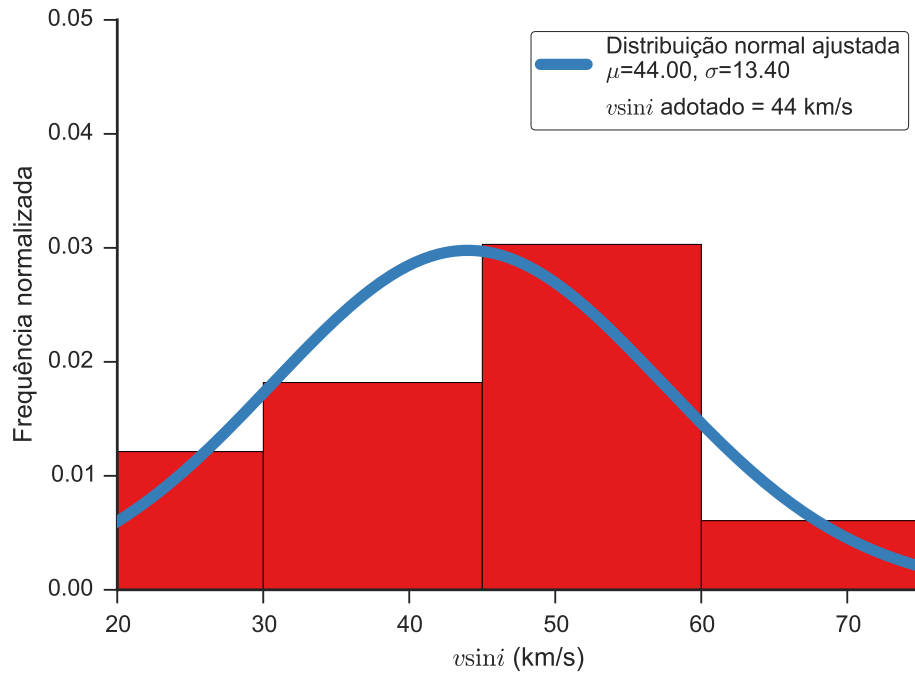


Figura A.220: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade rotacional projetada da estrela ALS 16807. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

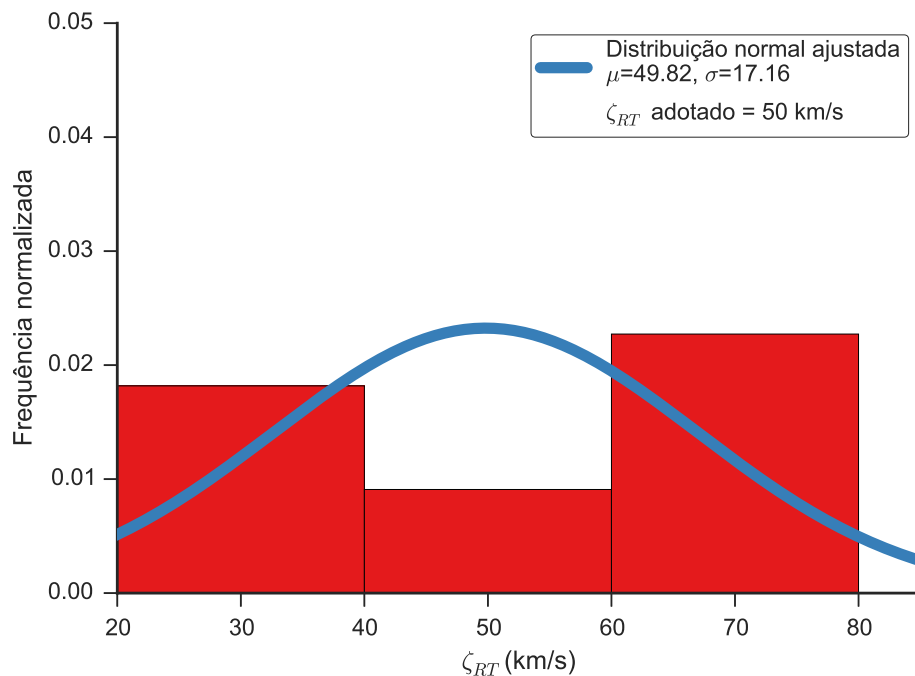


Figura A.221: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade de macroturbulência da estrela ALS 16807. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

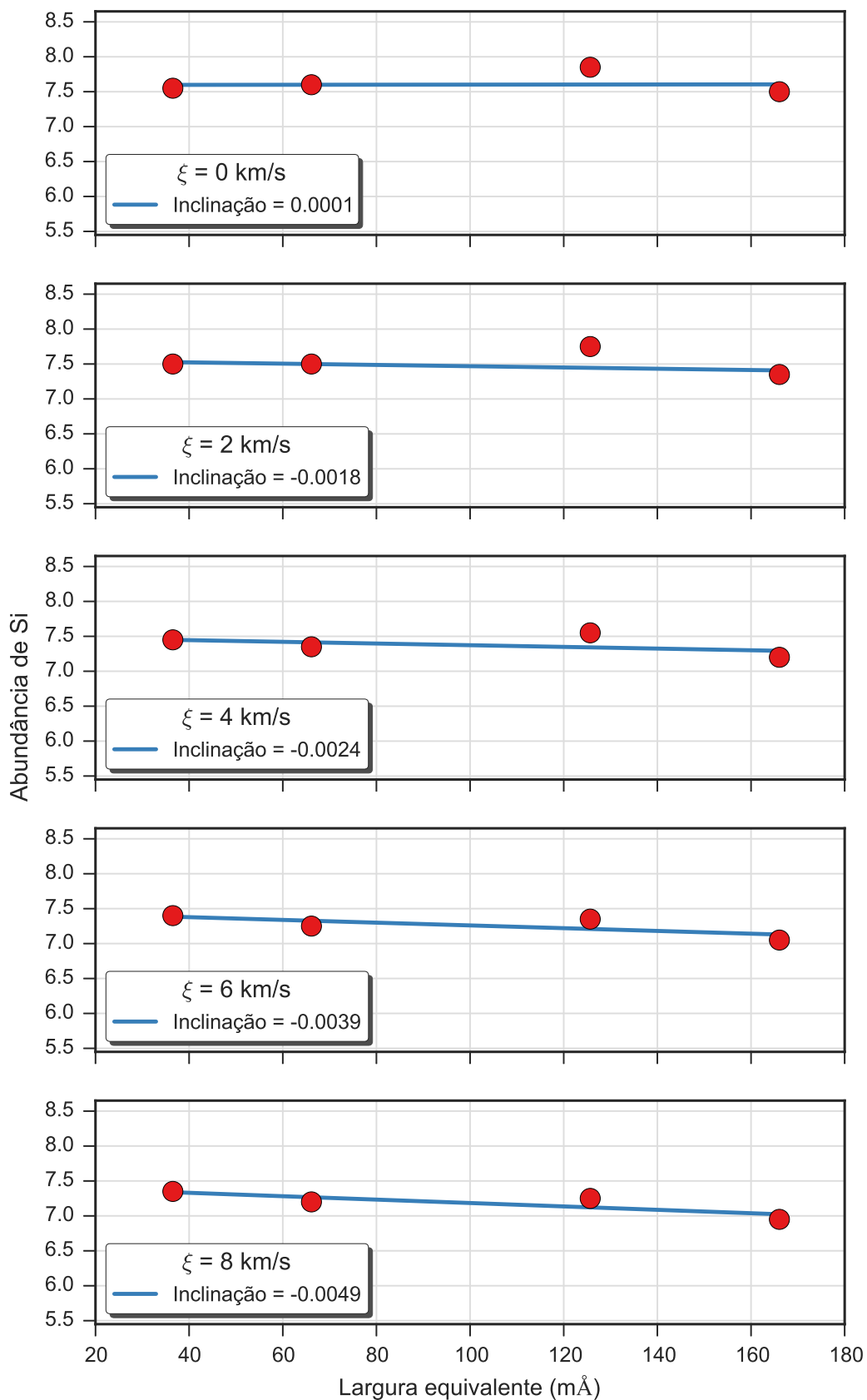


Figura A.222: Valores da abundância de silício para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 16807. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

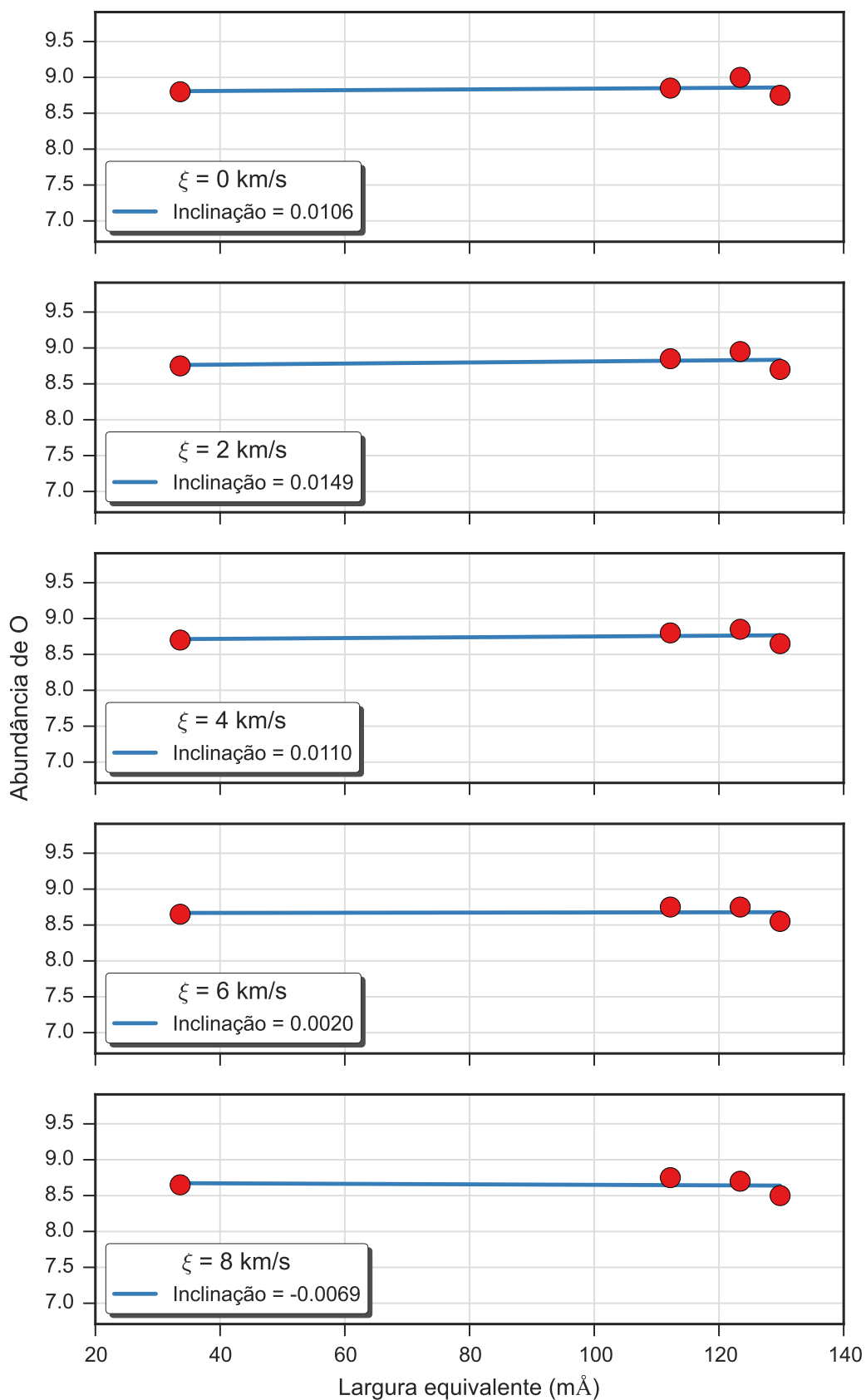


Figura A.223: Valores da abundância de oxigênio para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 16807. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

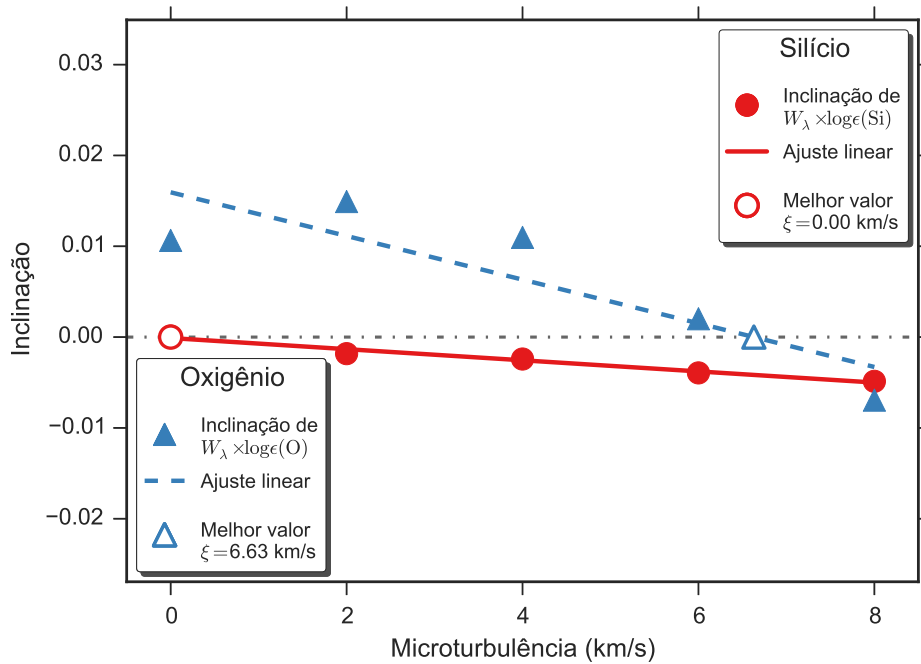


Figura A.224: Determinação do valor da velocidade de microturbulência para a estrela ALS 16807 através da identificação da independência do valor da abundância com a intensidade da linha, que ocorre quando a inclinação do ajuste linear é nula. Apresentamos os resultados obtidos para o silício e oxigênio, que podem ser vistos nas Figs. A.222 e A.223, respectivamente. Os pontos preenchidos representam os valores encontrados para cada valor da velocidade de microturbulência, as retas representam ajustes lineares e os pontos abertos representam a posição em que a inclinação é nula.

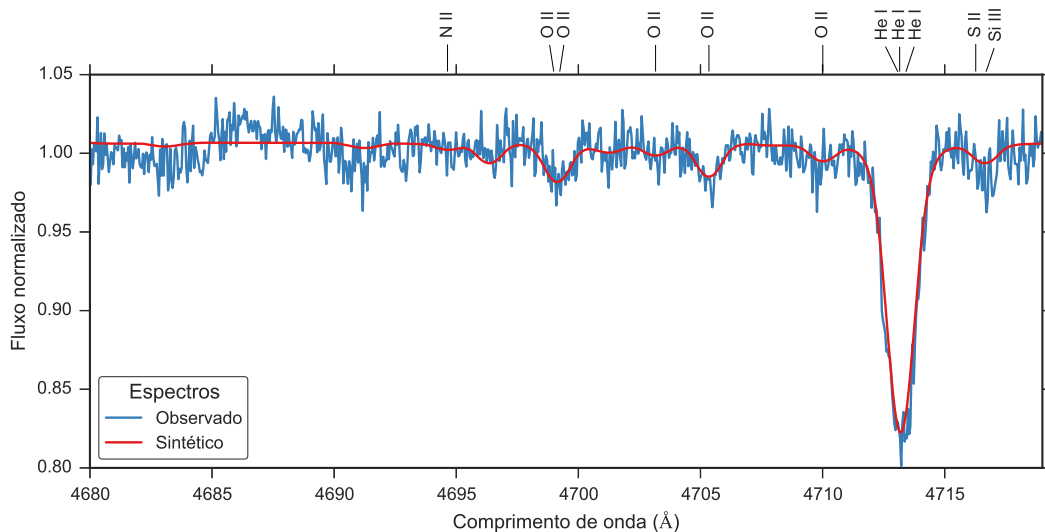


Figura A.225: Comparação entre o espectro observado da estrela ALS 16807 (em azul) e o espectro sintético modelado com os parâmetros determinados para esta estrela (em vermelho).

**A.2.23 ALS 17694**

ALS 17694		
$T_{ef}$	30000	K
$\log g$	4.45	dex
$v \sin i$	6	km/s
$\zeta_{RT}$	6	km/s
$\xi$	0	km/s
$\log(\epsilon)(\text{Si})$	7.55	dex
$\log(\epsilon)(\text{O})$	8.64	dex

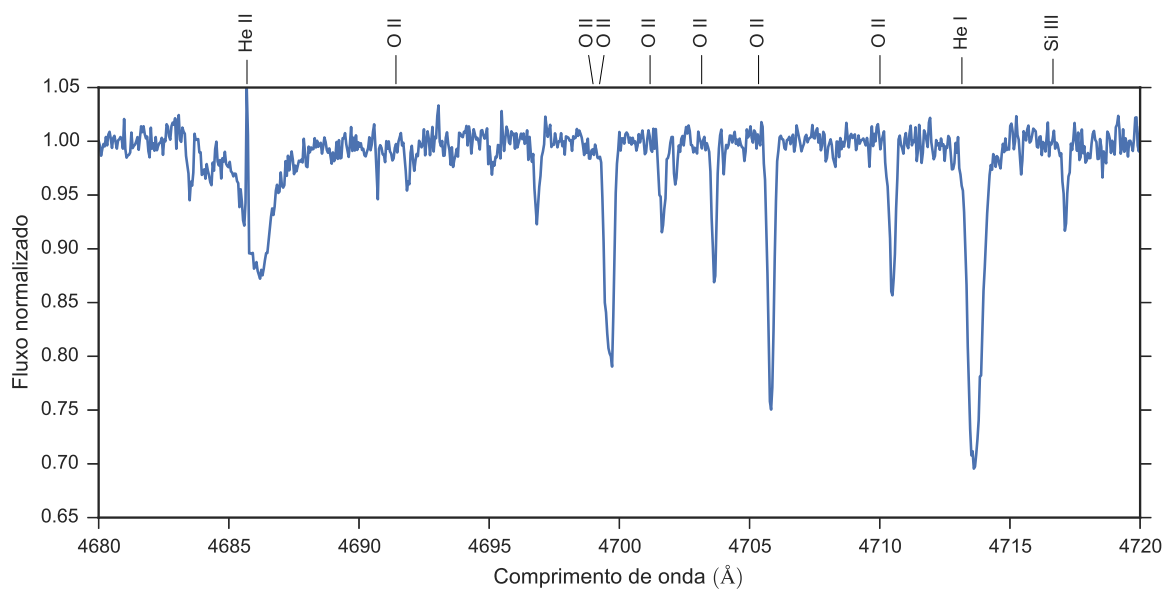


Figura A.226: Espectro da estrela ALS 17694. Apenas uma faixa espectral é apresentado como exemplo.



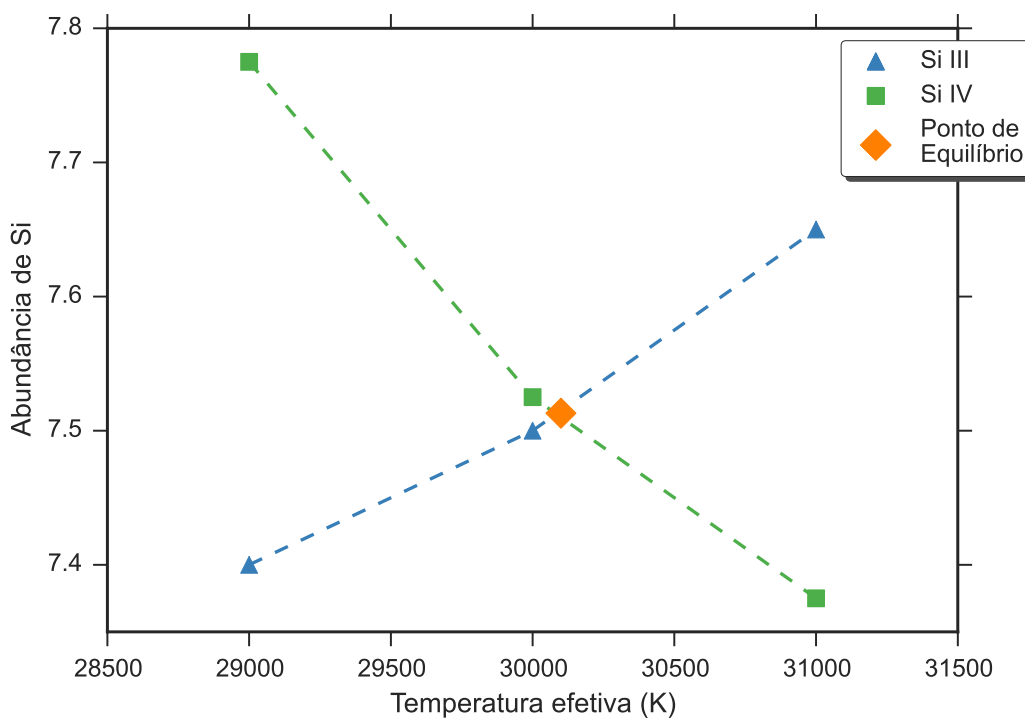


Figura A.227: Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 17694. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

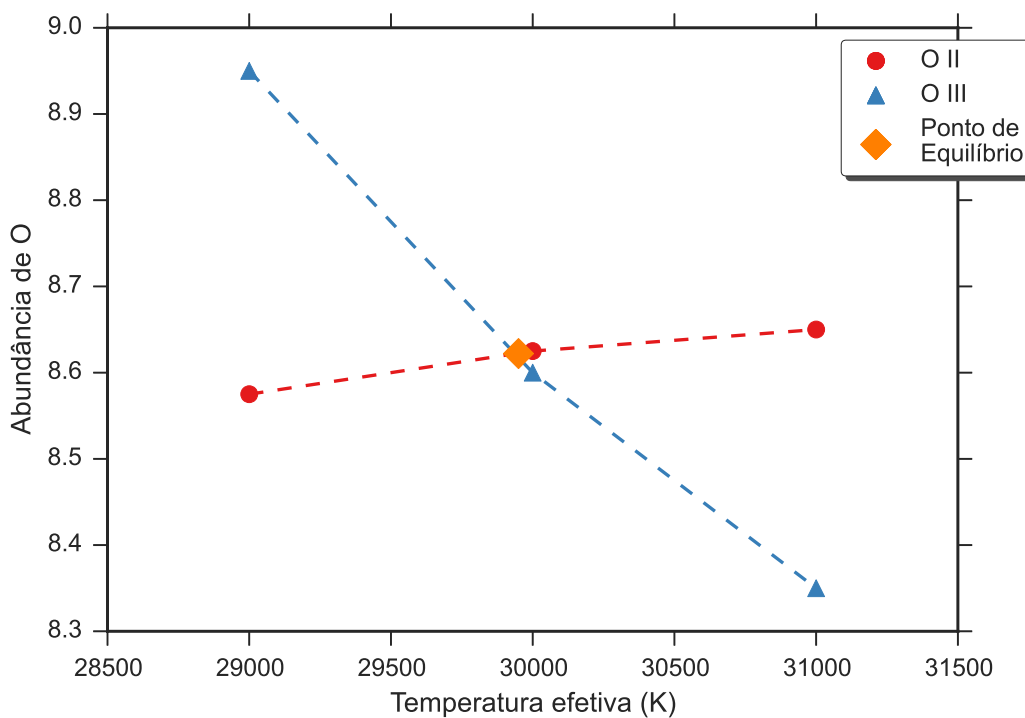


Figura A.228: Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 17694. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

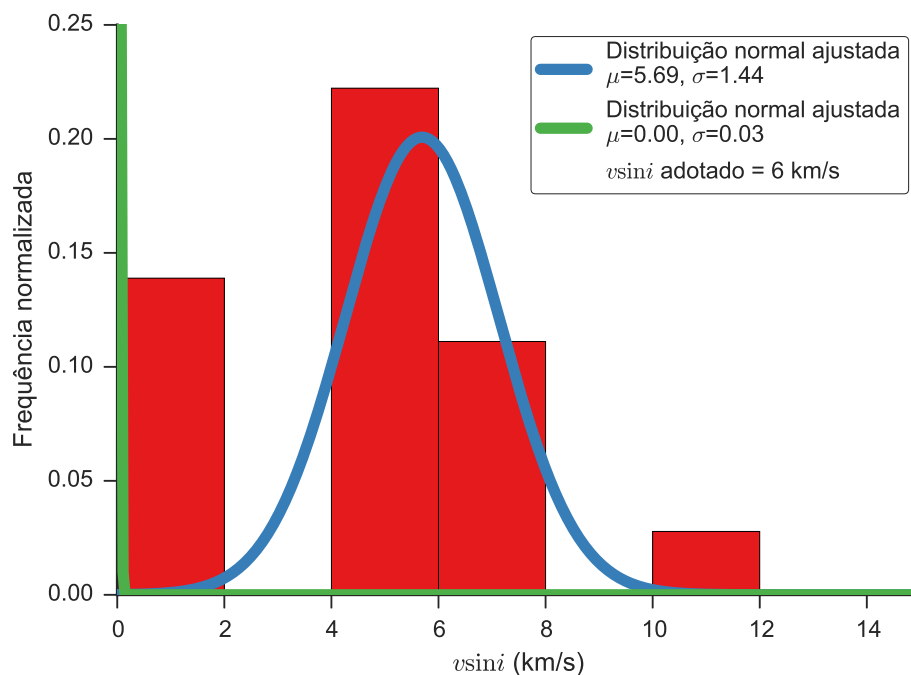


Figura A.229: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade rotacional projetada da estrela ALS 17694. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

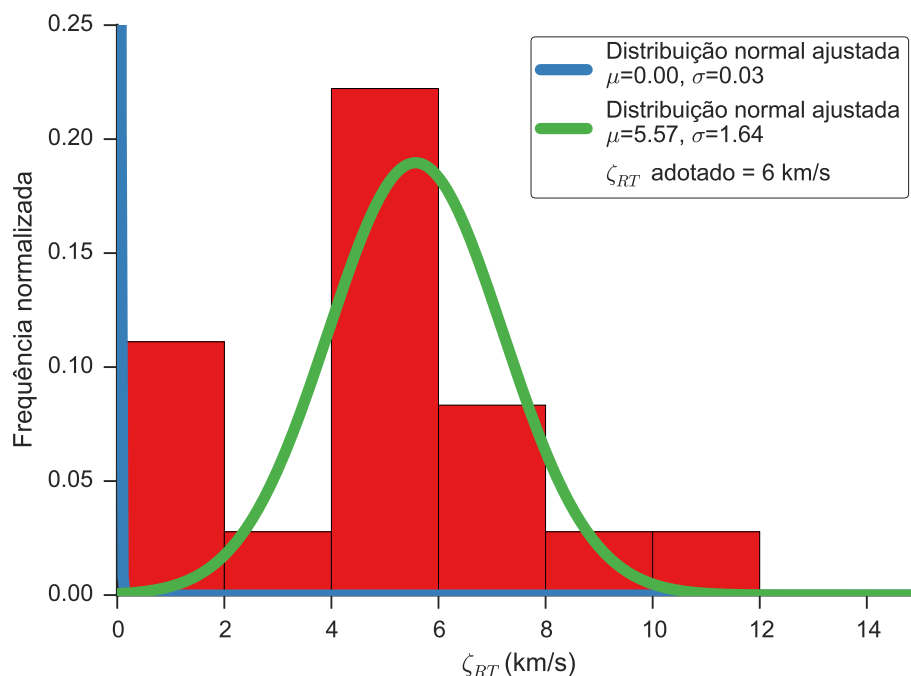


Figura A.230: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade de macroturbulência da estrela ALS 17694. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

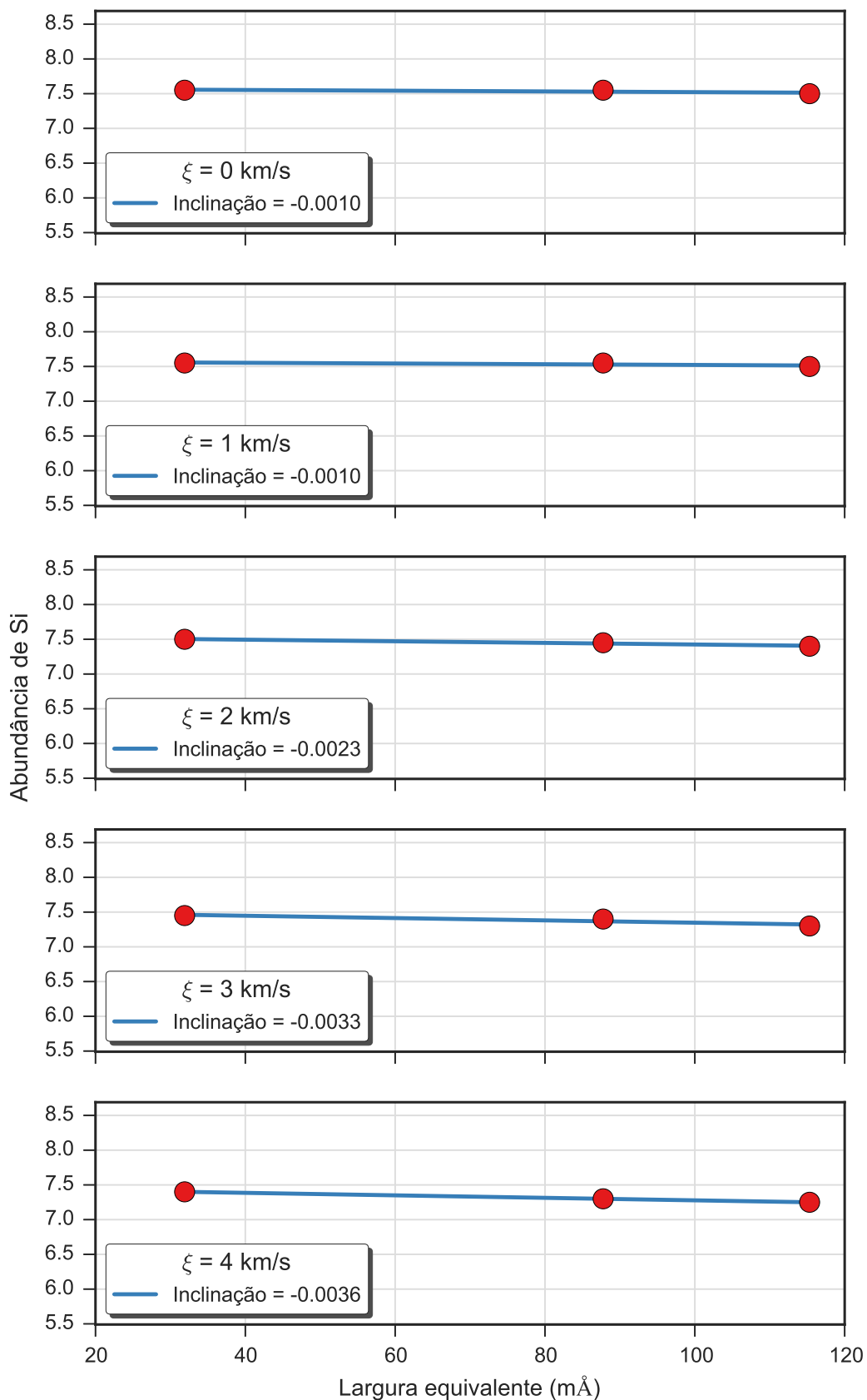


Figura A.231: Valores da abundância de silício para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 17694. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

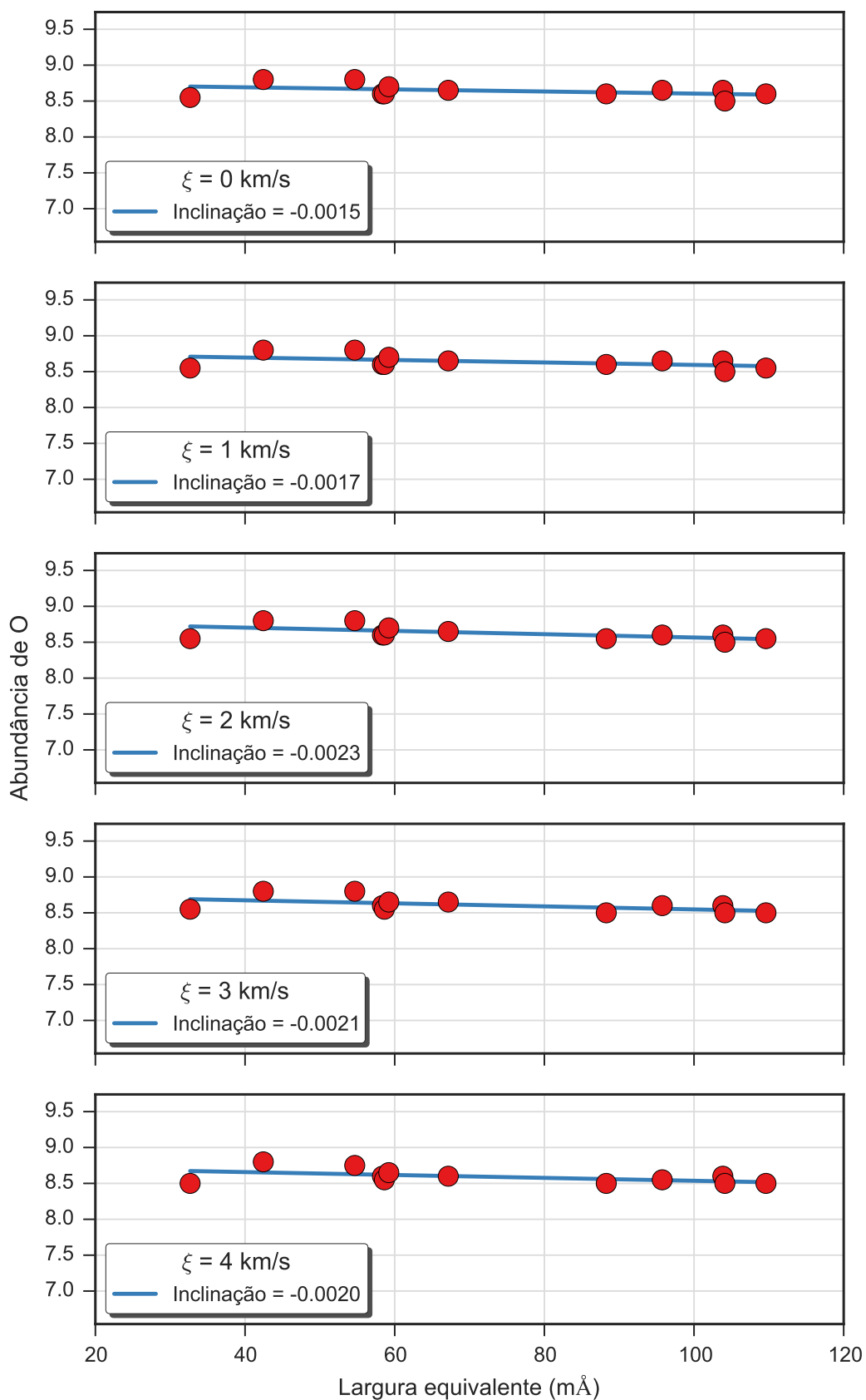


Figura A.232: Valores da abundância de oxigênio para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 17694. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

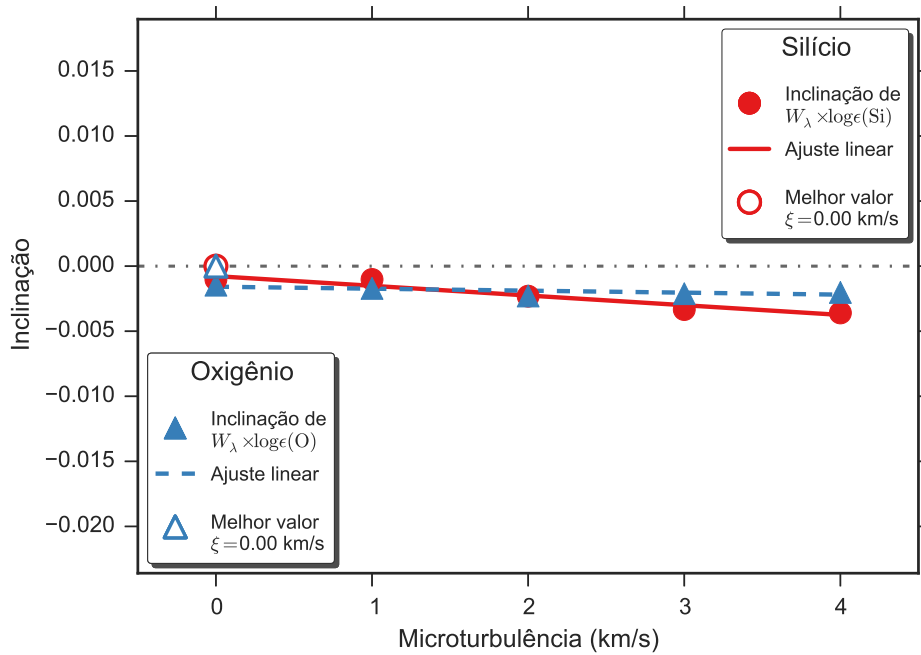


Figura A.233: Determinação do valor da velocidade de microturbulência para a estrela ALS 17694 através da identificação da independência do valor da abundância com a intensidade da linha, que ocorre quando a inclinação do ajuste linear é nula. Apresentamos os resultados obtidos para o silício e oxigênio, que podem ser vistos nas Figs. A.231 e A.232, respectivamente. Os pontos preenchidos representam os valores encontrados para cada valor da velocidade de microturbulência, as retas representam ajustes lineares e os pontos preenchidos representam a posição em que a inclinação é nula.

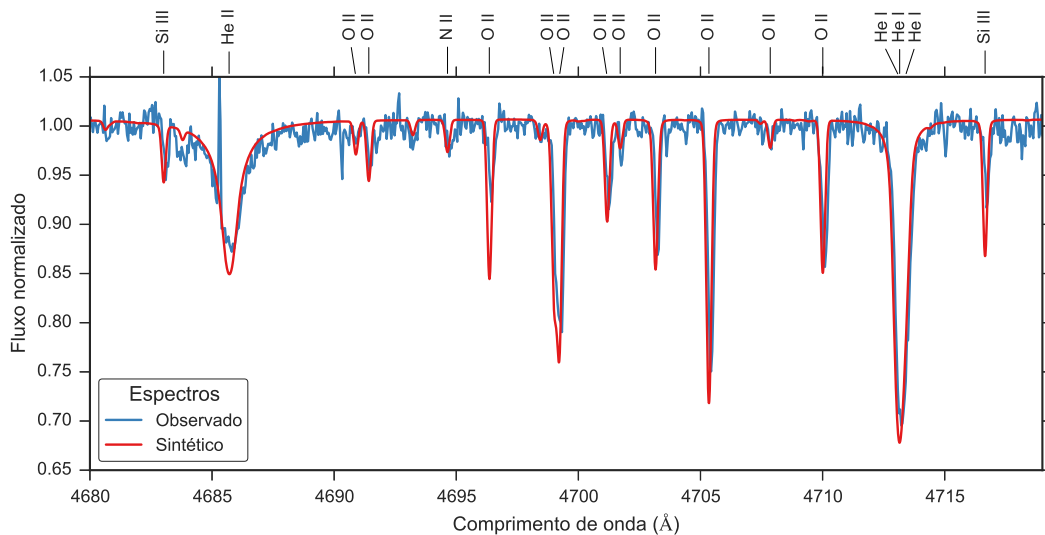


Figura A.234: Comparação entre o espectro observado da estrela ALS 17694 (em azul) e o espectro sintético modelado com os parâmetros determinados para esta estrela (em vermelho).

**A.2.24 ALS 18020**

ALS 18020		
$T_{ef}$	29400	K
$\log g$	4.32	dex
$v \sin i$	13	km/s
$\zeta_{RT}$	5	km/s
$\xi$	11	km/s
$\log(\epsilon)(\text{Si})$	7.28	dex
$\log(\epsilon)(\text{O})$	8.6	dex

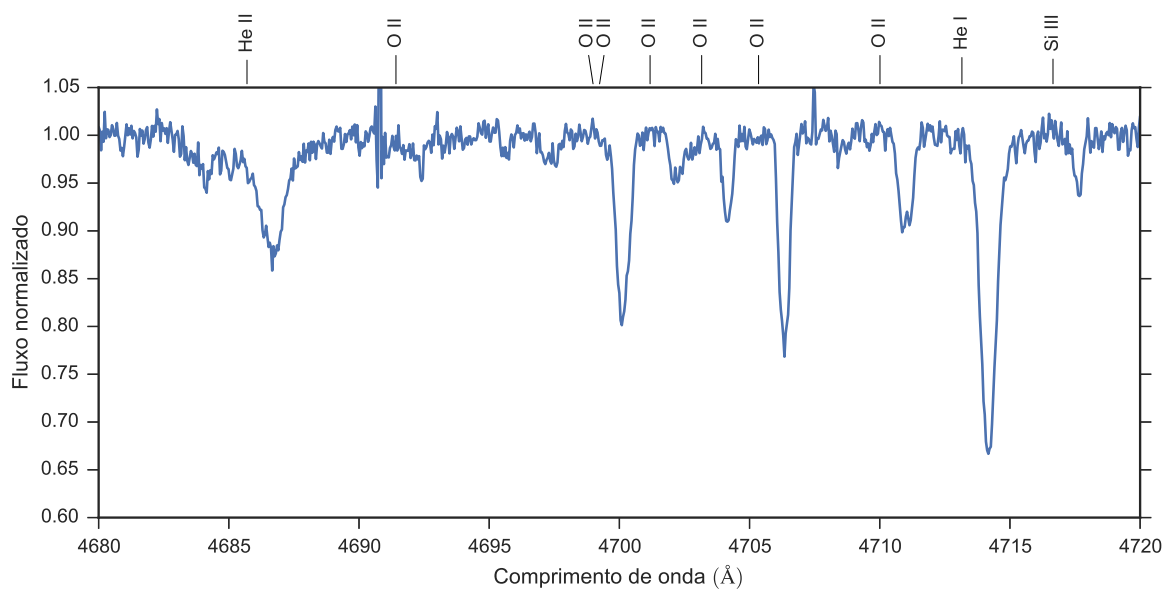


Figura A.235: Espectro da estrela ALS 18020. Apenas uma faixa espectral é apresentado como exemplo.

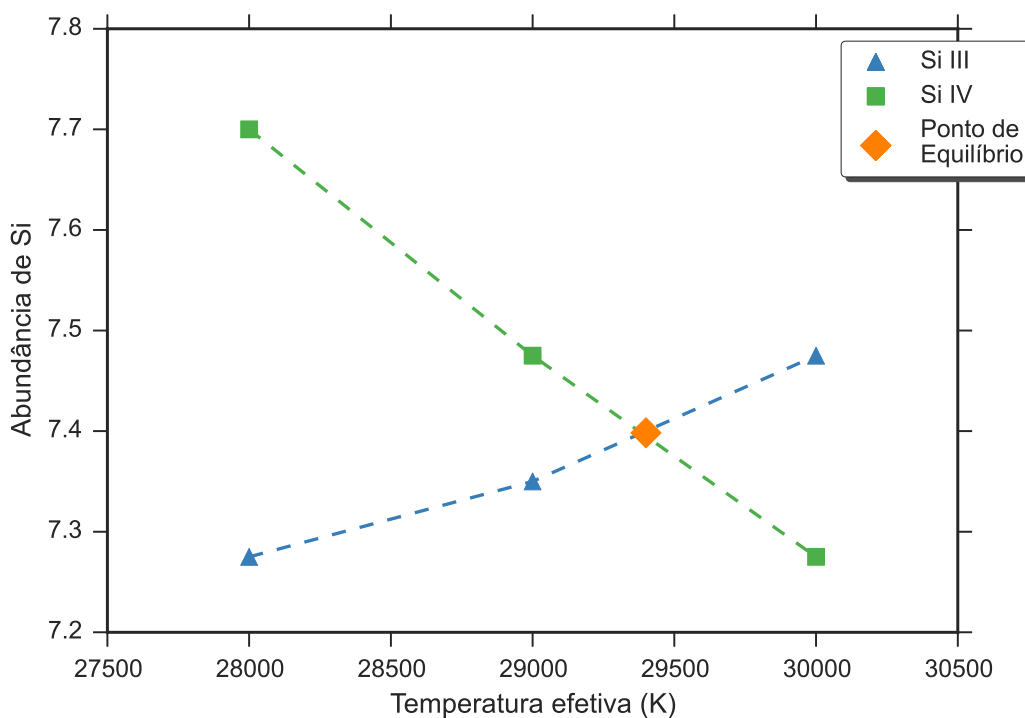


Figura A.236: Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 18020. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

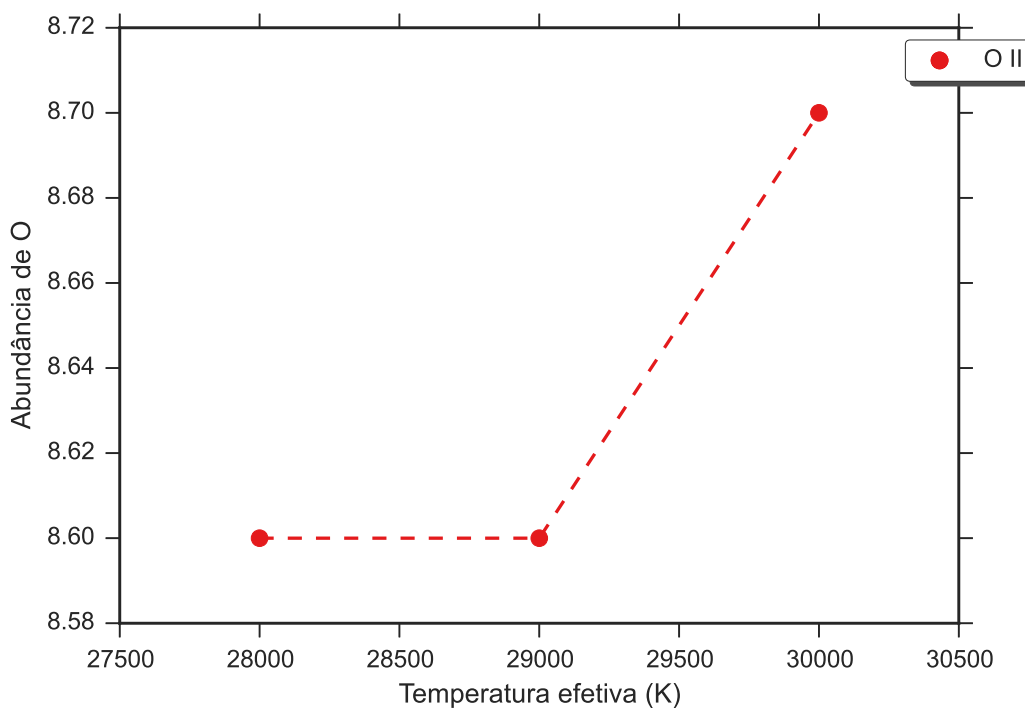


Figura A.237: Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 18020. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

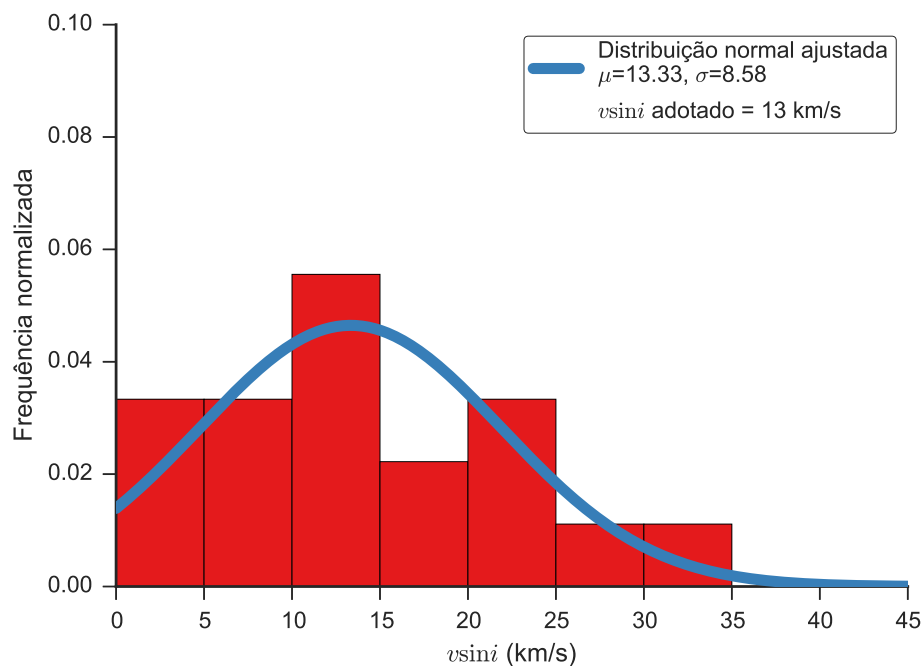


Figura A.238: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade rotacional projetada da estrela ALS 18020. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

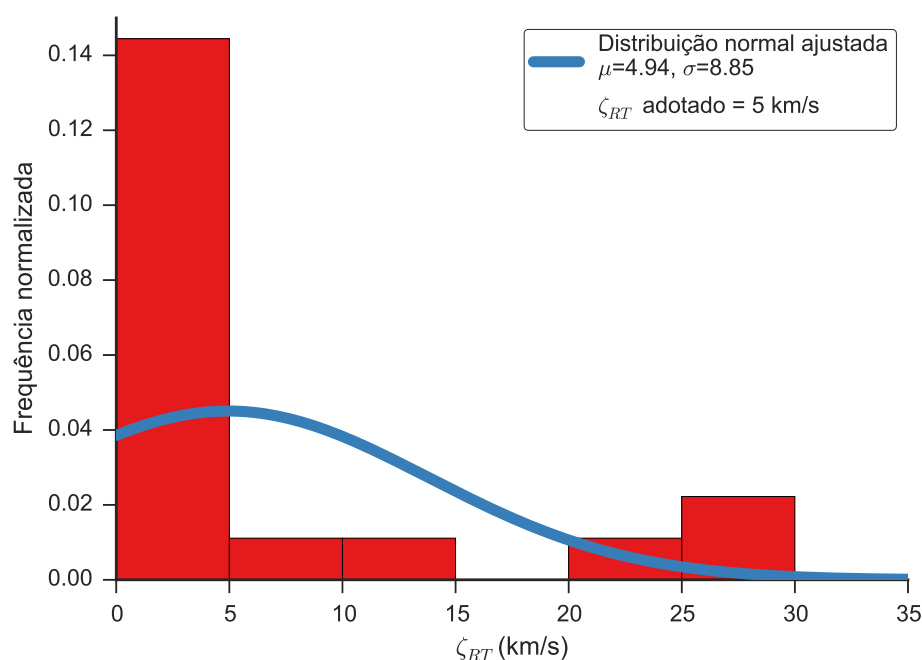


Figura A.239: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade de macroturbulência da estrela ALS 18020. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.



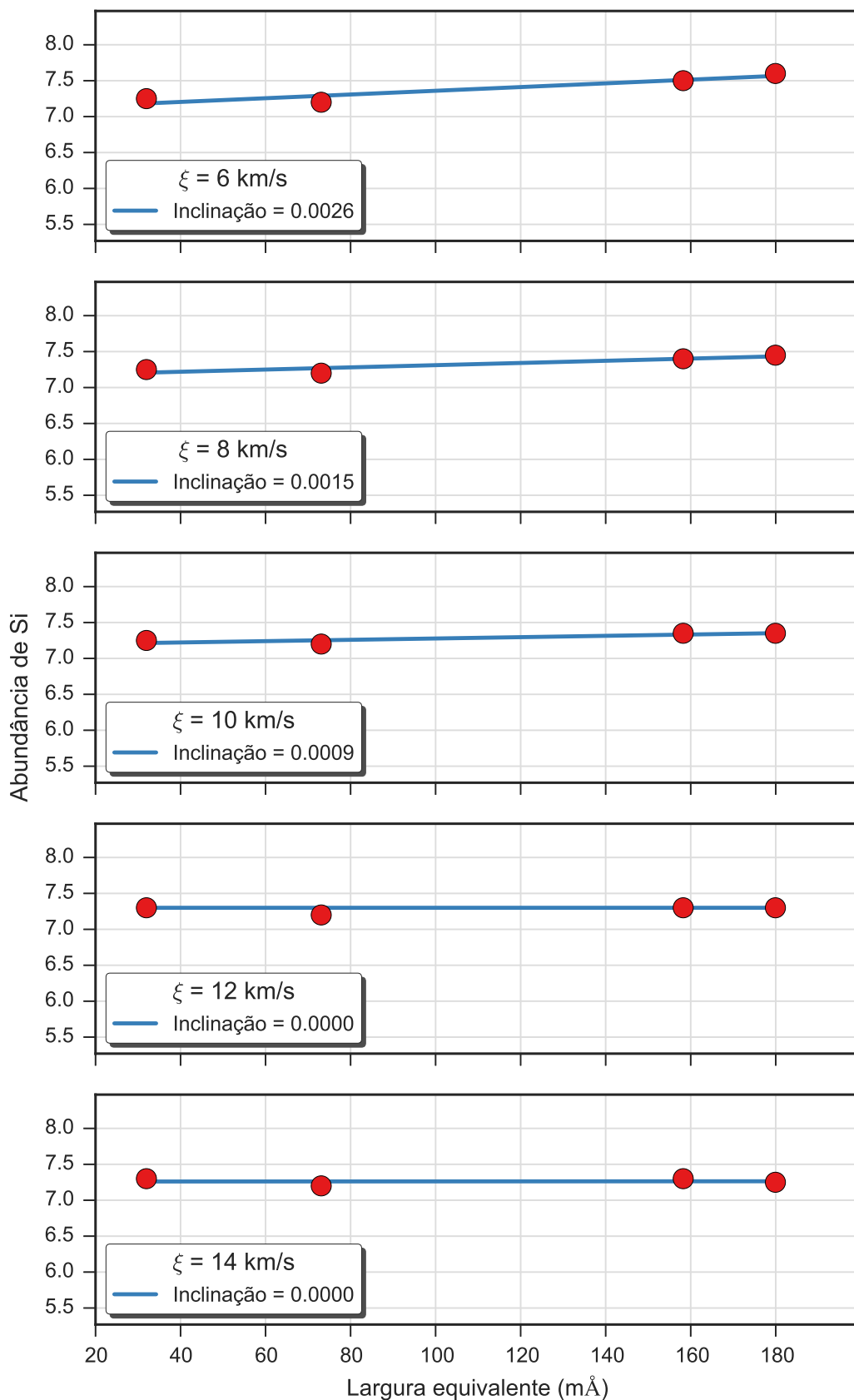


Figura A.240: Valores da abundância de silício para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 18020. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

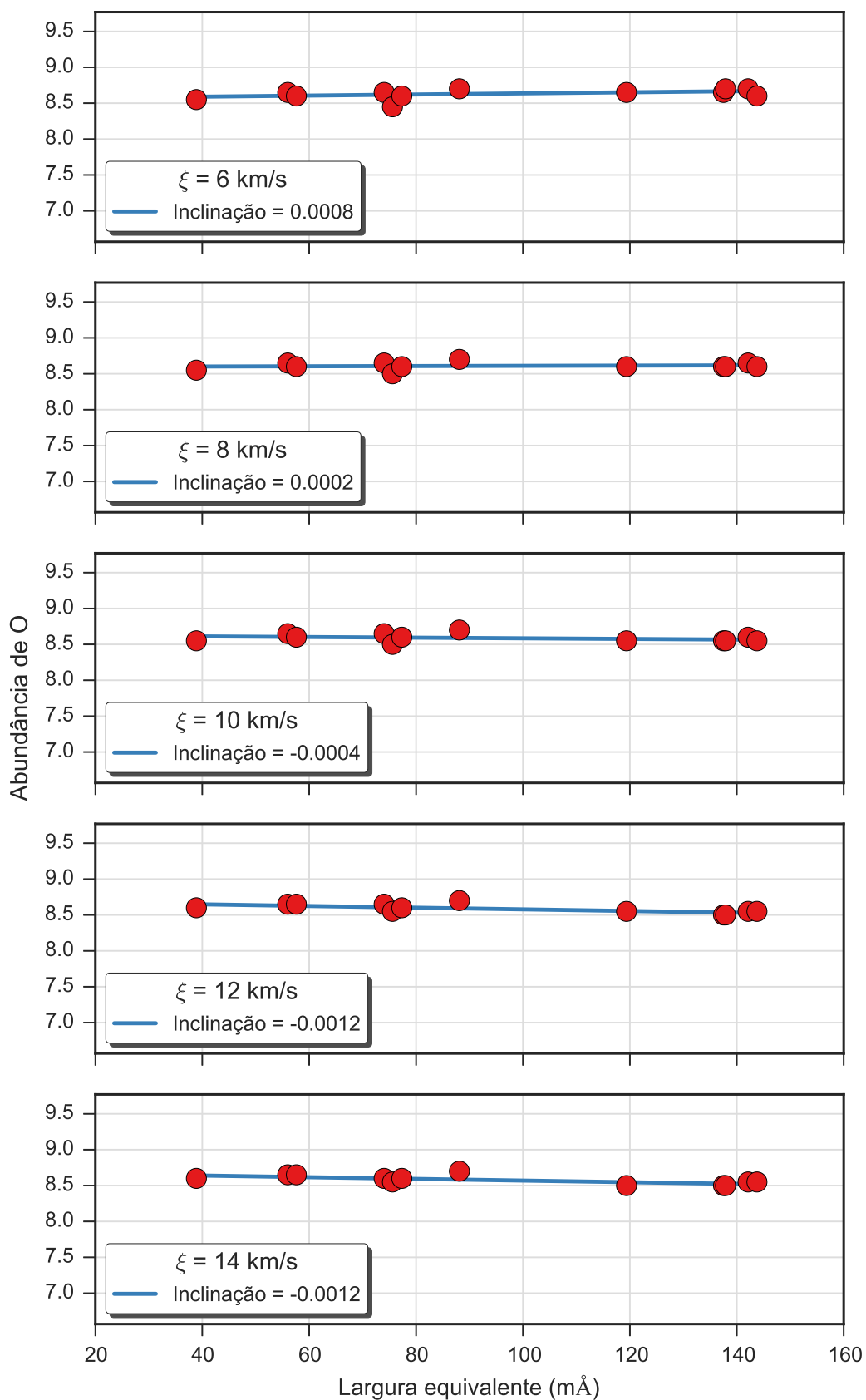


Figura A.241: Valores da abundância de oxigênio para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 18020. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

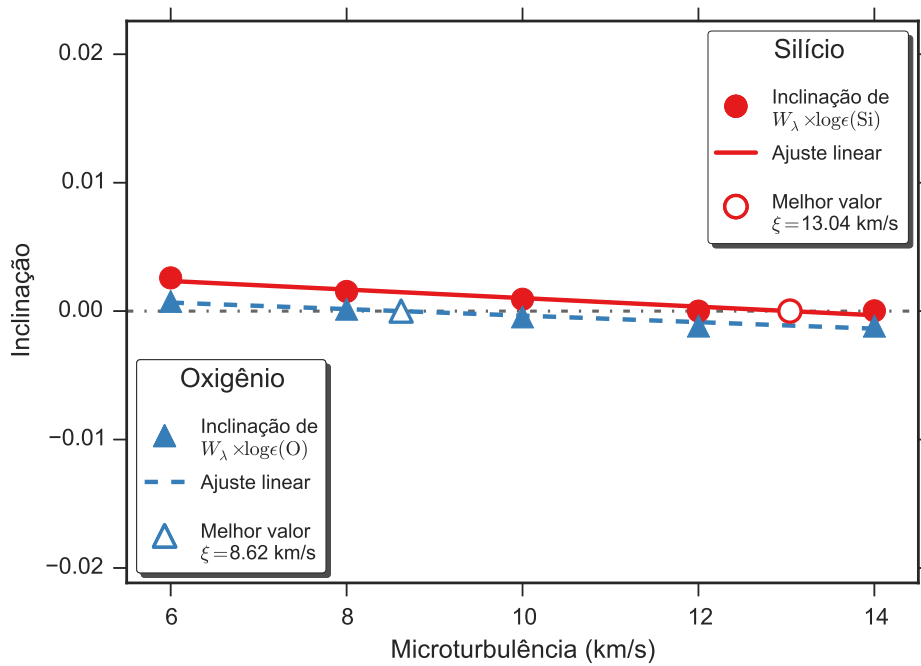


Figura A.242: Determinação do valor da velocidade de microturbulência para a estrela ALS 18020 através da identificação da independência do valor da abundância com a intensidade da linha, que ocorre quando a inclinação do ajuste linear é nula. Apresentamos os resultados obtidos para o silício e oxigênio, que podem ser vistos nas Figs. A.240 e A.241, respectivamente. Os pontos preenchidos representam os valores encontrados para cada valor da velocidade de microturbulência, as retas representam ajustes lineares e os pontos preenchidos representam a posição em que a inclinação é nula.

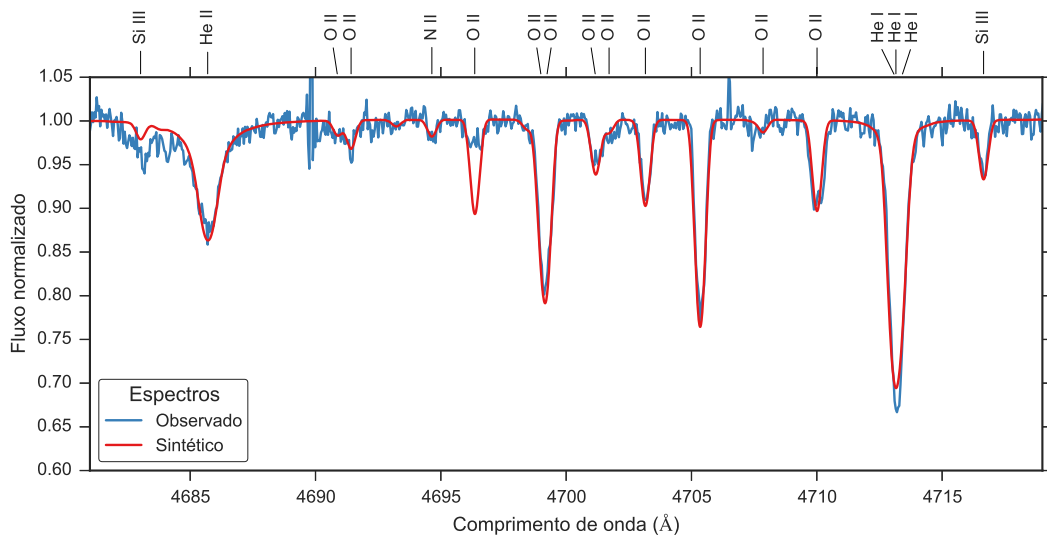


Figura A.243: Comparação entre o espectro observado da estrela ALS 18020 (em azul) e o espectro sintético modelado com os parâmetros determinados para esta estrela (em vermelho).

**A.2.25 ALS 18674**

ALS 18674		
$T_{ef}$	30000	K
$\log g$	4.3	dex
$v \sin i$	11	km/s
$\zeta_{RT}$	9	km/s
$\xi$	2	km/s
$\log(\epsilon)(\text{Si})$	7.19	dex
$\log(\epsilon)(\text{O})$	8.34	dex

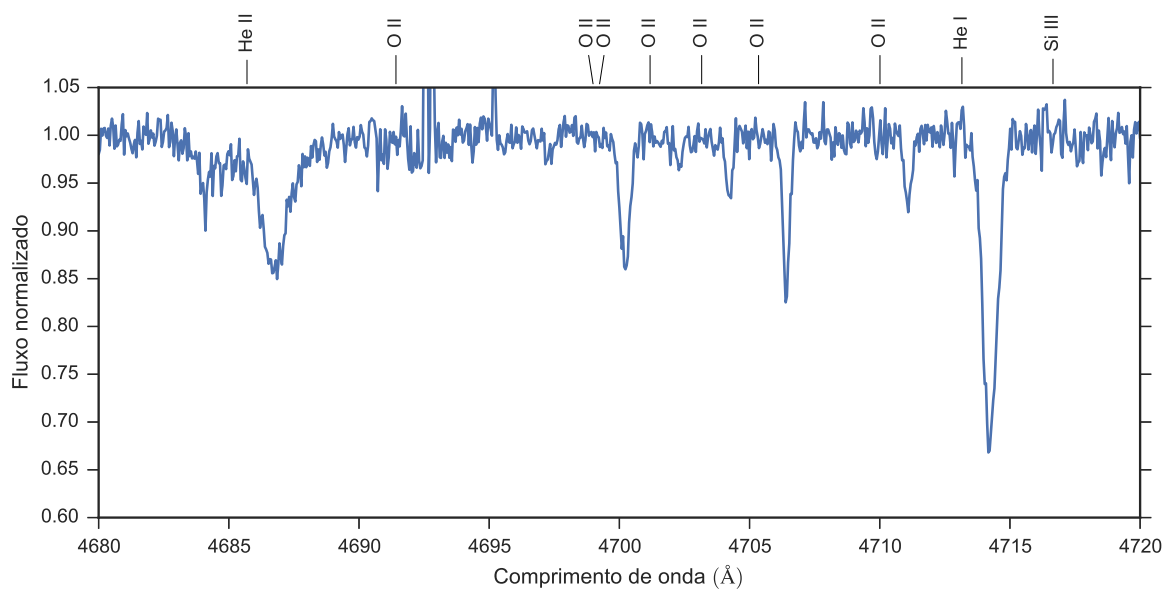


Figura A.244: Espectro da estrela ALS 18674. Apenas uma faixa espectral é apresentado como exemplo.

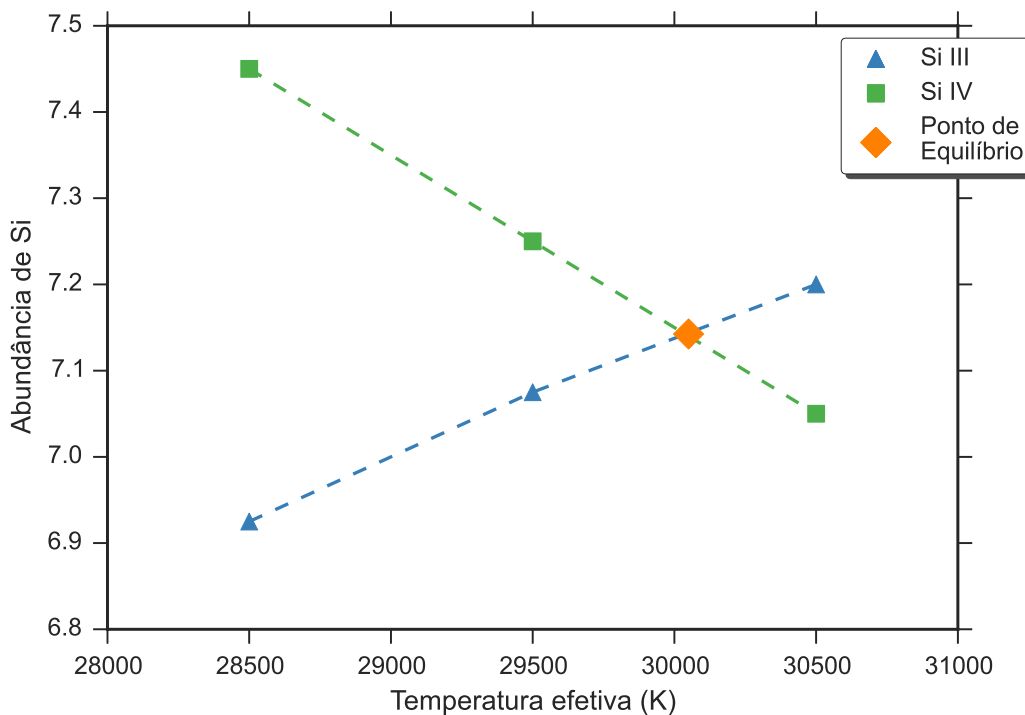


Figura A.245: Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 18674. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

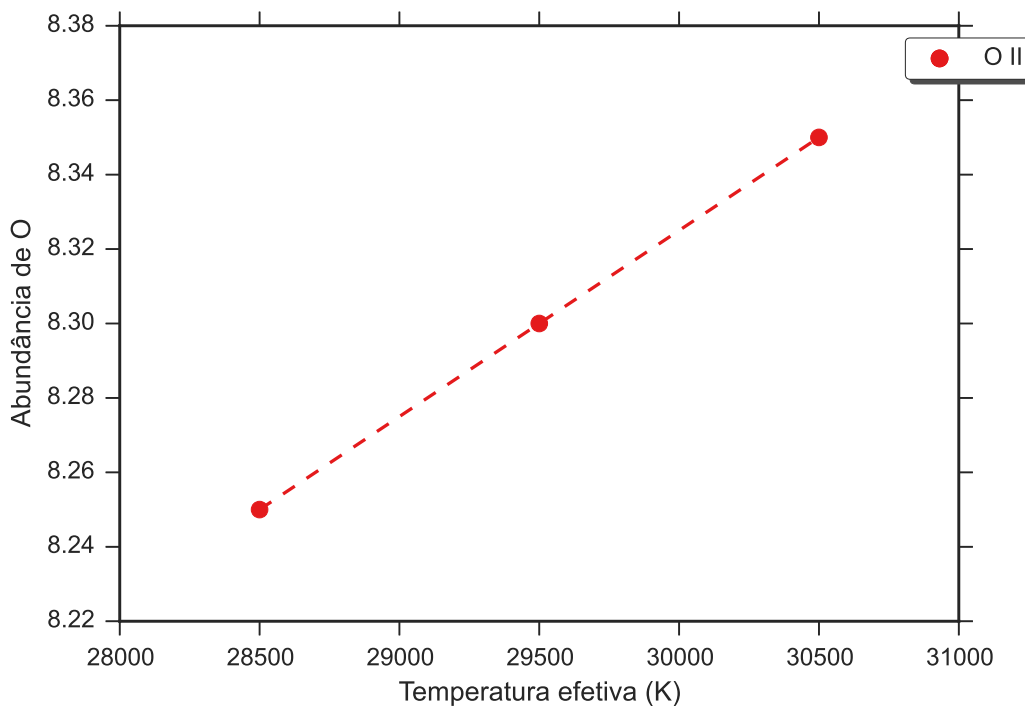


Figura A.246: Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 18674. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

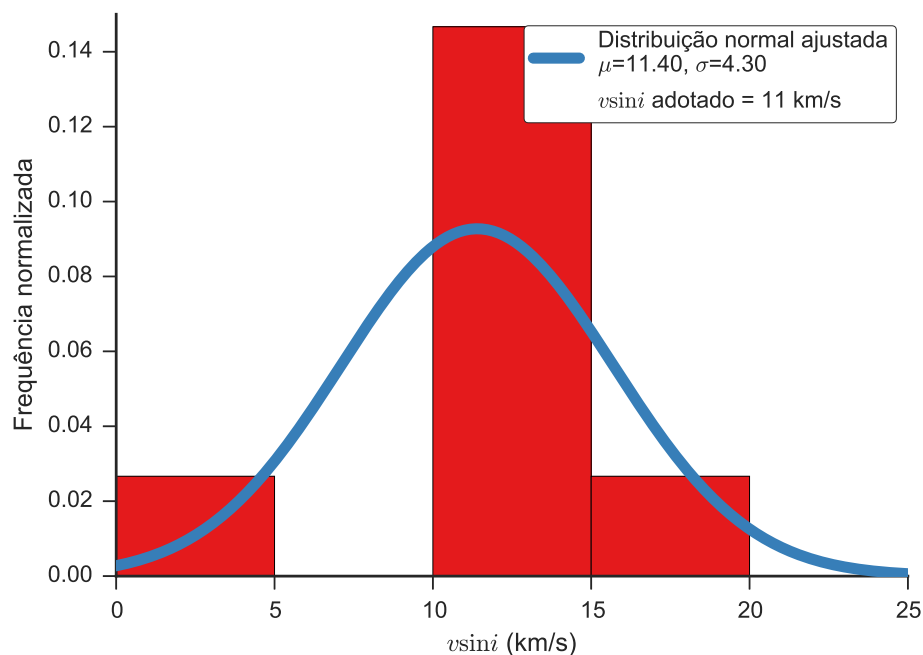


Figura A.247: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade rotacional projetada da estrela ALS 18674. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

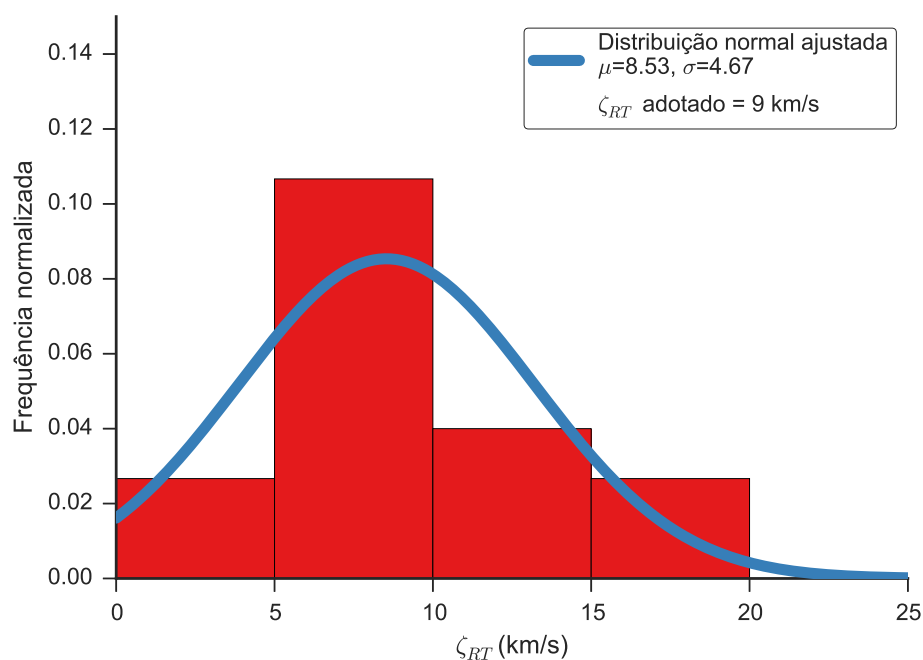


Figura A.248: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade de macroturbulência da estrela ALS 18674. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

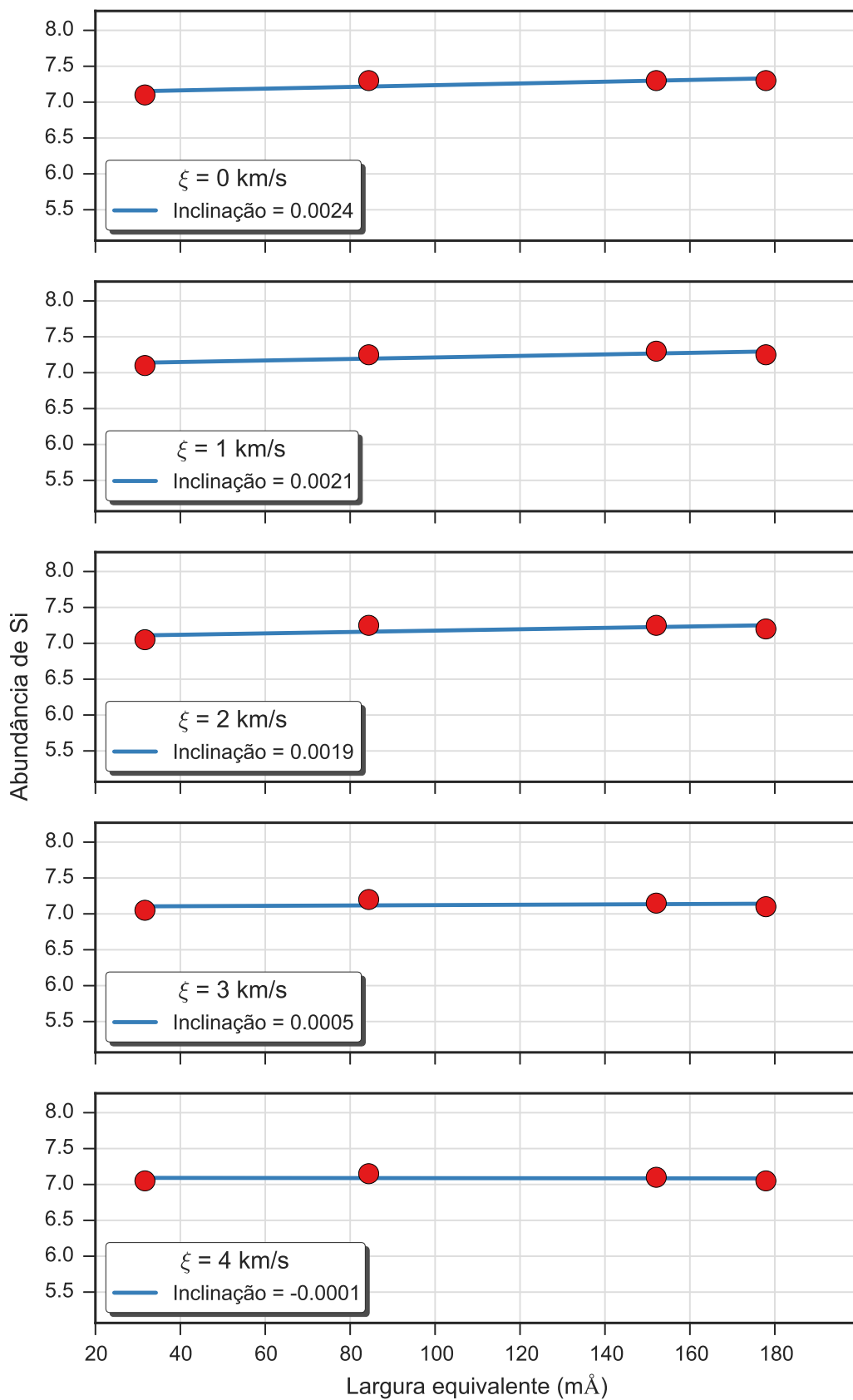


Figura A.249: Valores da abundância de silício para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 18674. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

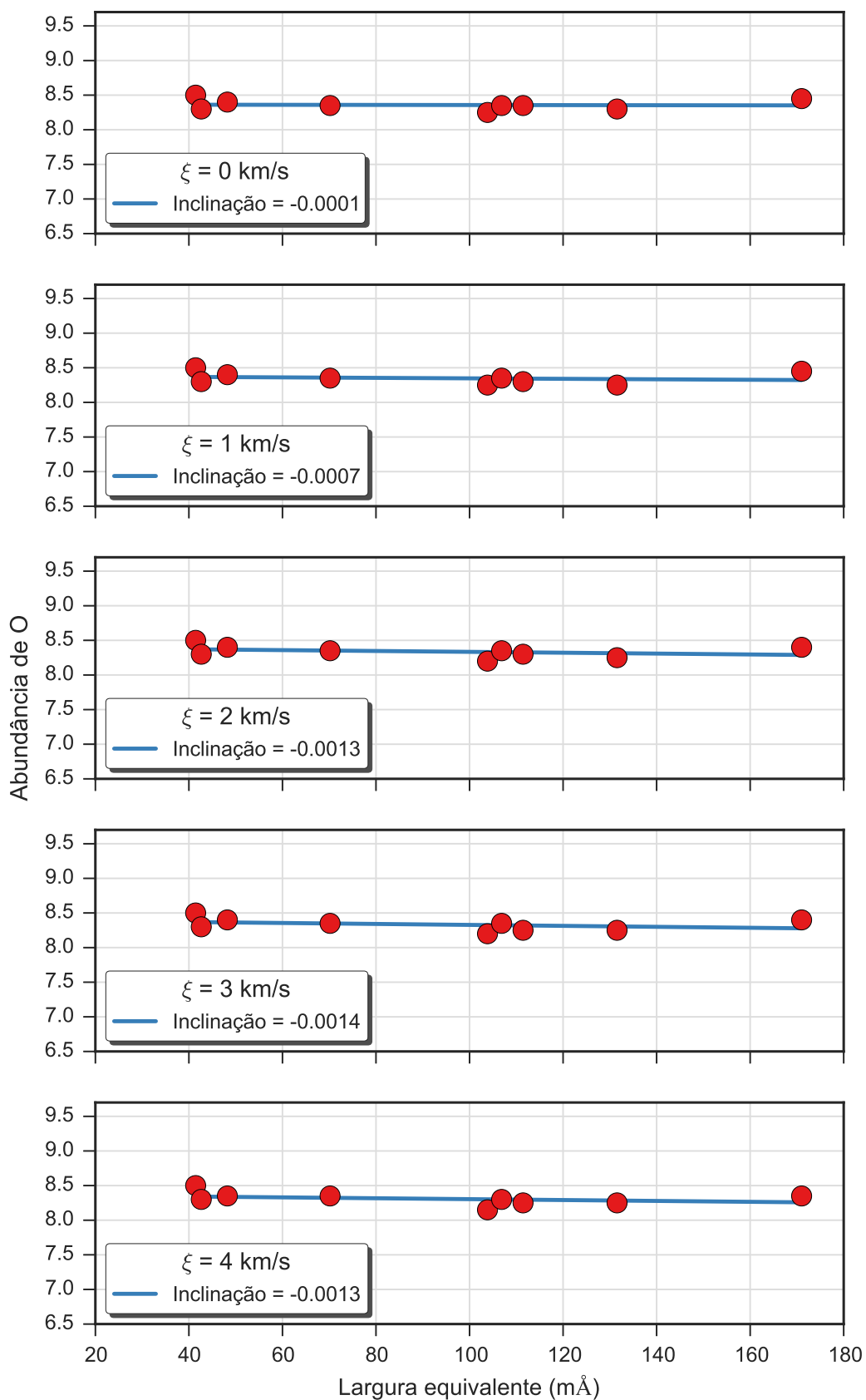


Figura A.250: Valores da abundância de oxigênio para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 18674. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.



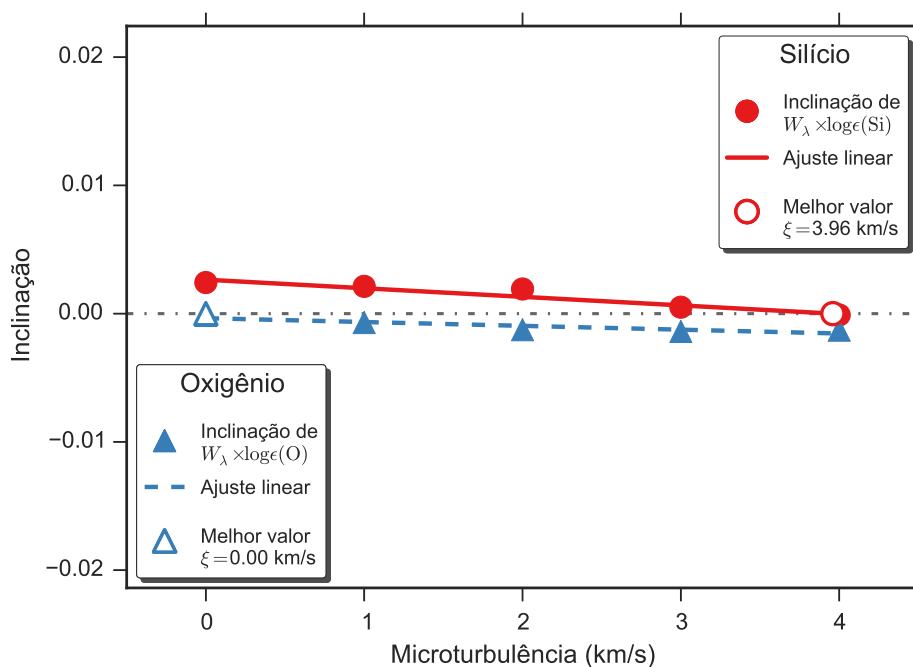


Figura A.251: Determinação do valor da velocidade de microturbulência para a estrela ALS 18674 através da identificação da independência do valor da abundância com a intensidade da linha, que ocorre quando a inclinação do ajuste linear é nula. Apresentamos os resultados obtidos para o silício e oxigênio, que podem ser vistos nas Figs. A.249 e A.250, respectivamente. Os pontos preenchidos representam os valores encontrados para cada valor da velocidade de microturbulência, as retas representam ajustes lineares e os pontos preenchidos representam a posição em que a inclinação é nula.

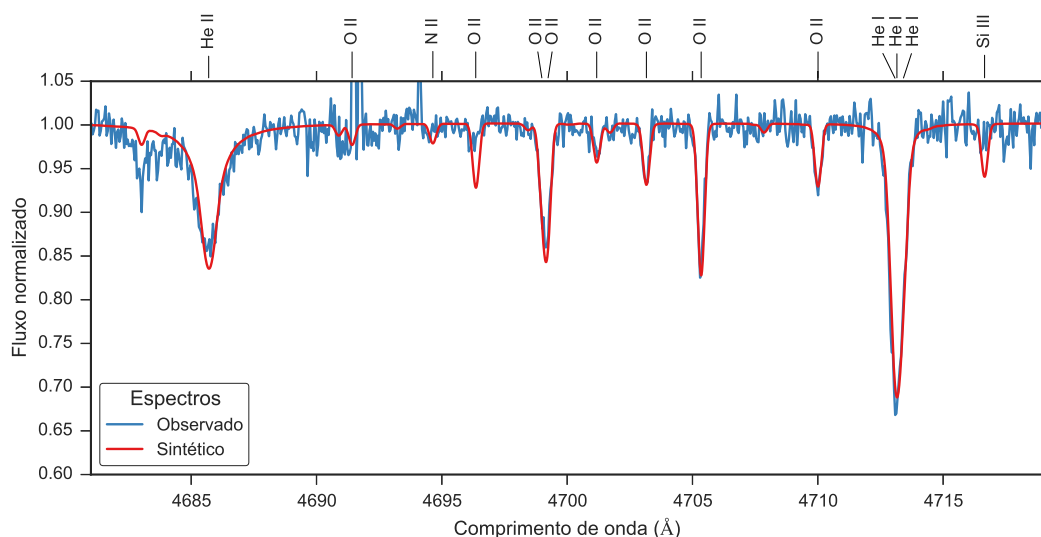


Figura A.252: Comparação entre o espectro observado da estrela ALS 18674 (em azul) e o espectro sintético modelado com os parâmetros determinados para esta estrela (em vermelho).

**A.2.26 ALS 18679**

ALS 18679		
$T_{ef}$	30000	K
$\log g$	4.37	dex
$v \sin i$	65	km/s
$\zeta_{RT}$	27	km/s
$\xi$	8	km/s
$\log(\epsilon)(\text{Si})$	6.88	dex
$\log(\epsilon)(\text{O})$	8.28	dex

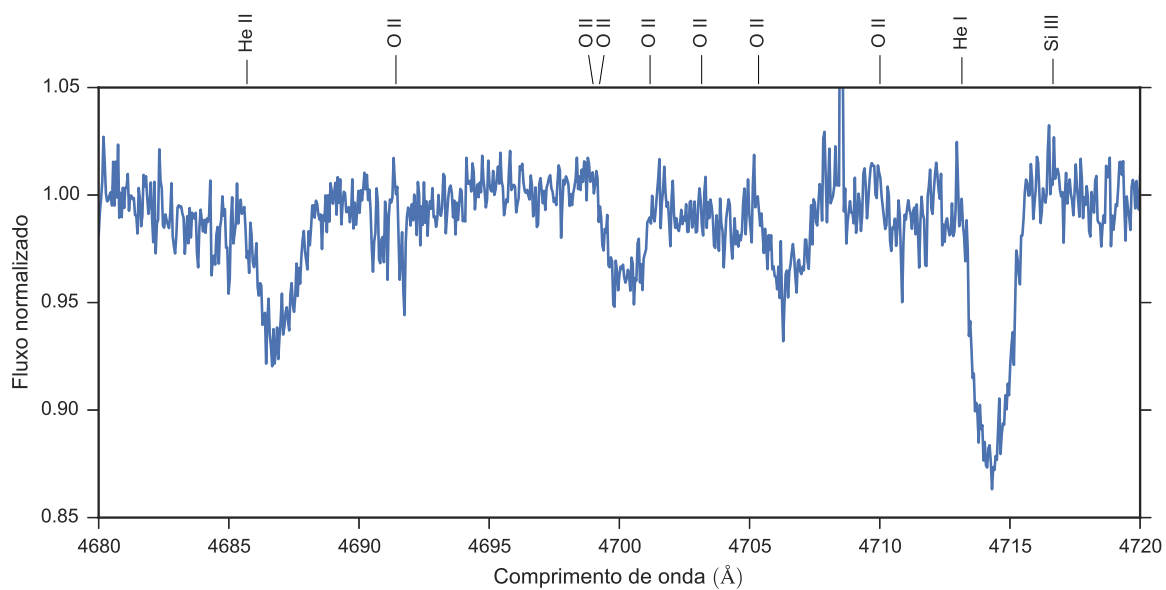


Figura A.253: Espectro da estrela ALS 18679. Apenas uma faixa espectral é apresentado como exemplo.

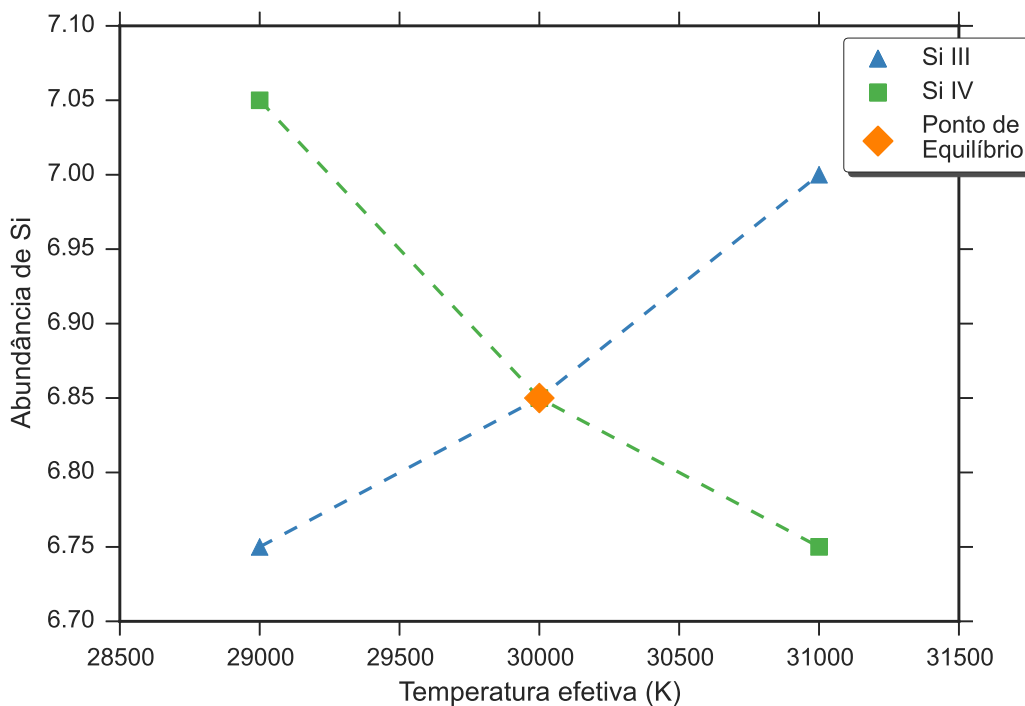


Figura A.254: Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 18679. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

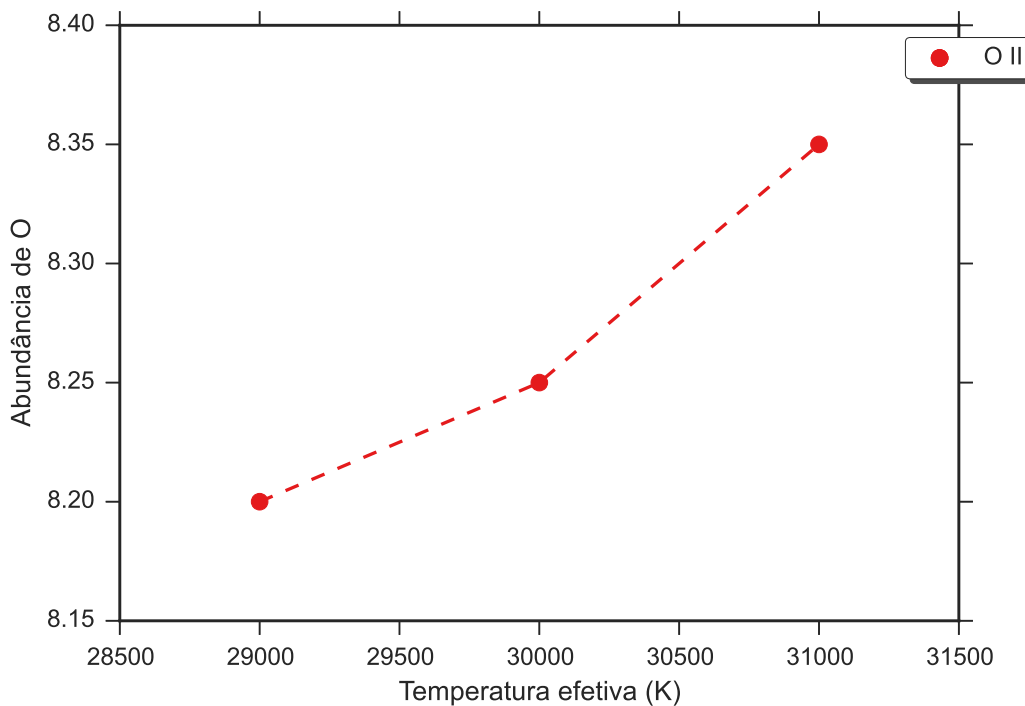


Figura A.255: Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 18679. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

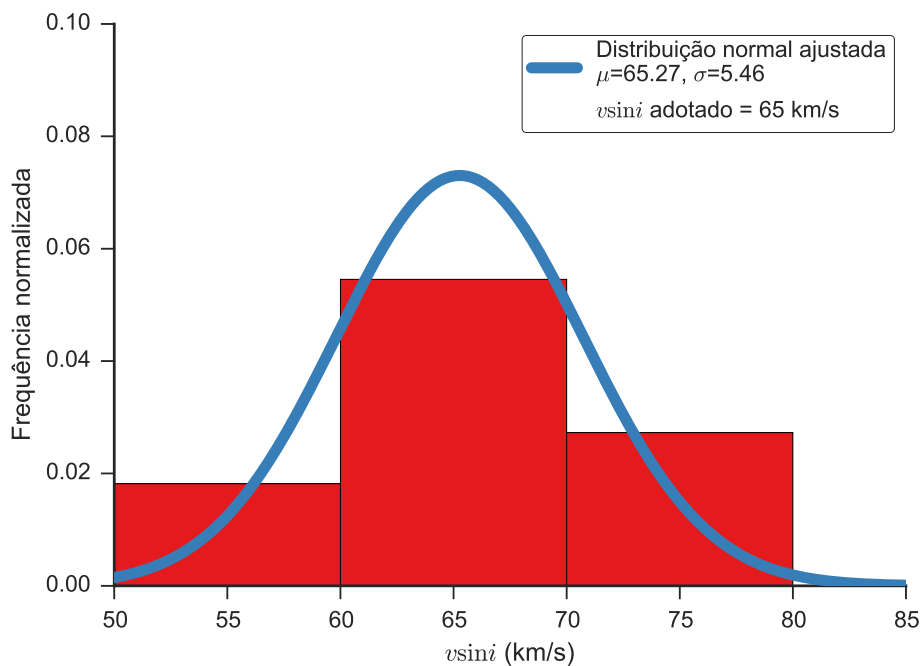


Figura A.256: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade rotacional projetada da estrela ALS 18679. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

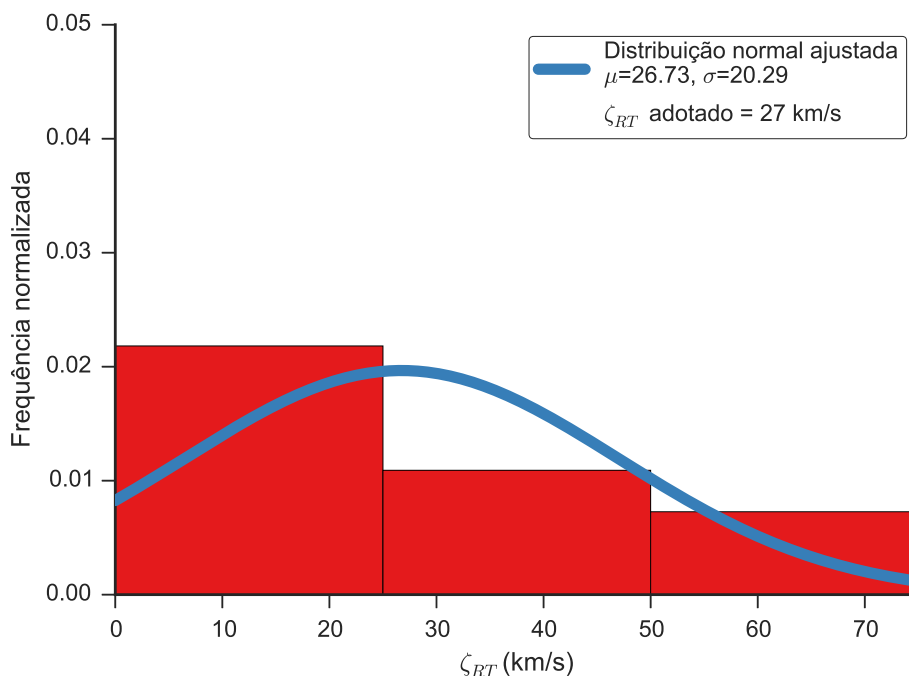


Figura A.257: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade de macroturbulência da estrela ALS 18679. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

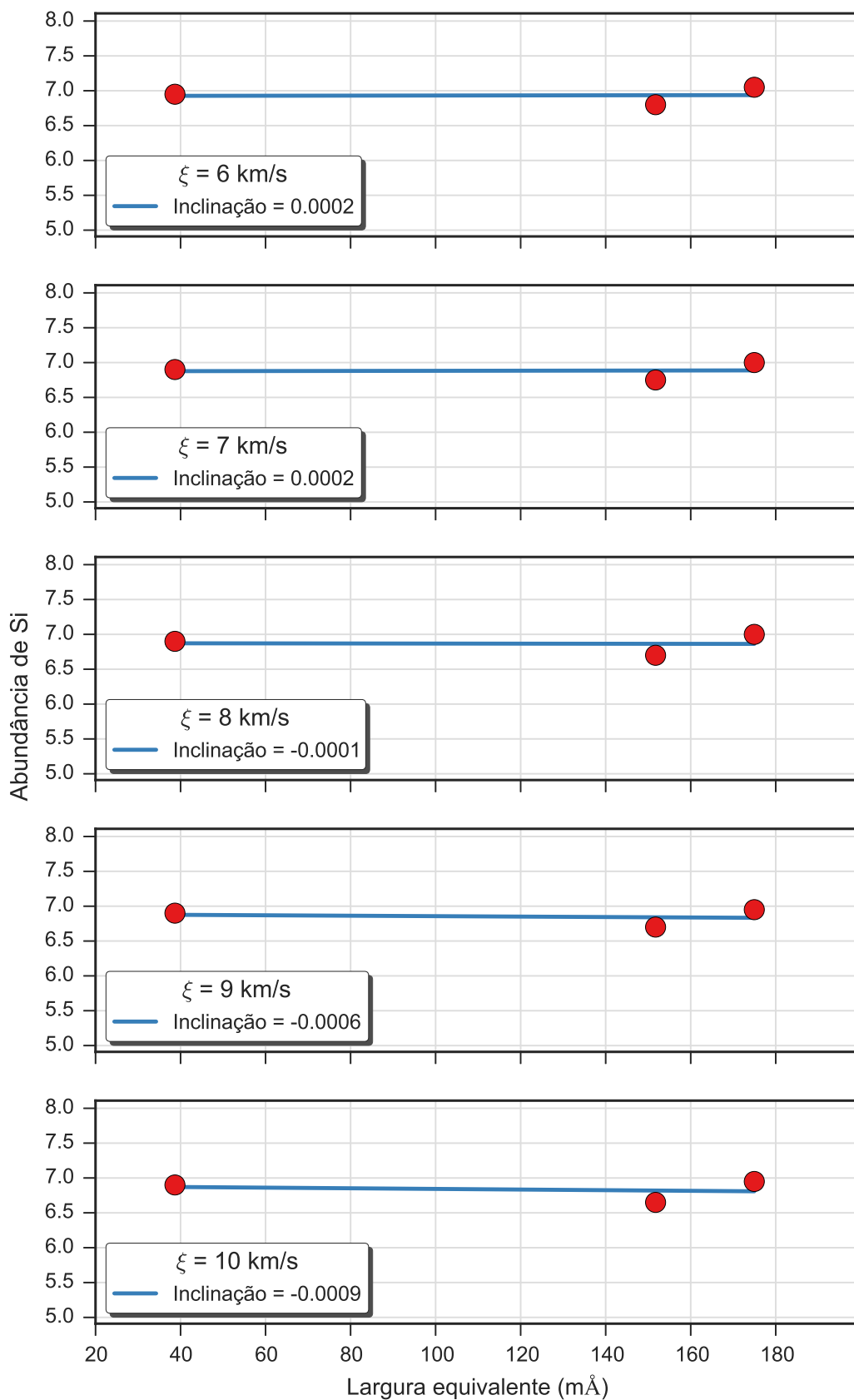


Figura A.258: Valores da abundância de silício para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 18679. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

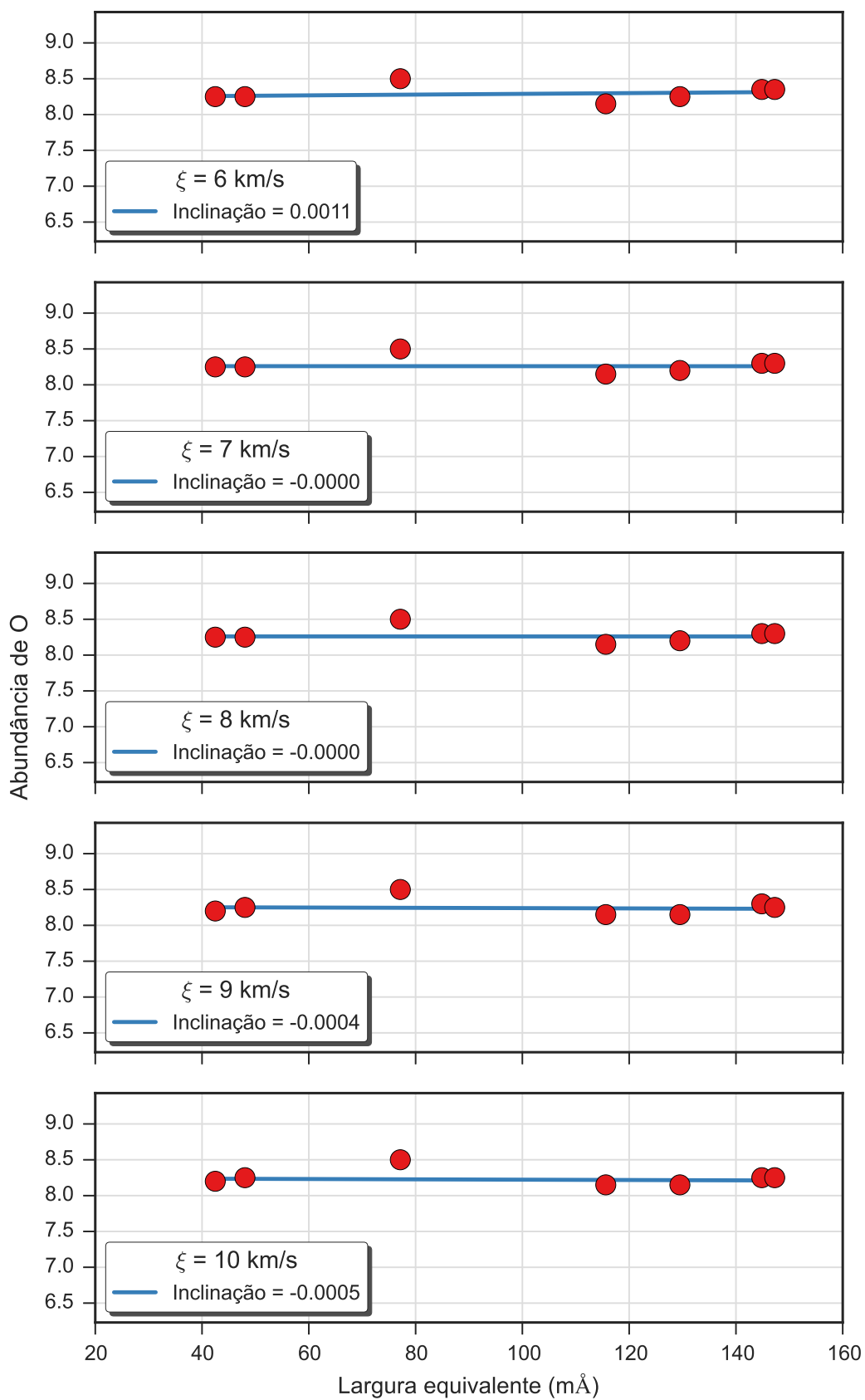


Figura A.259: Valores da abundância de oxigênio para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 18679. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

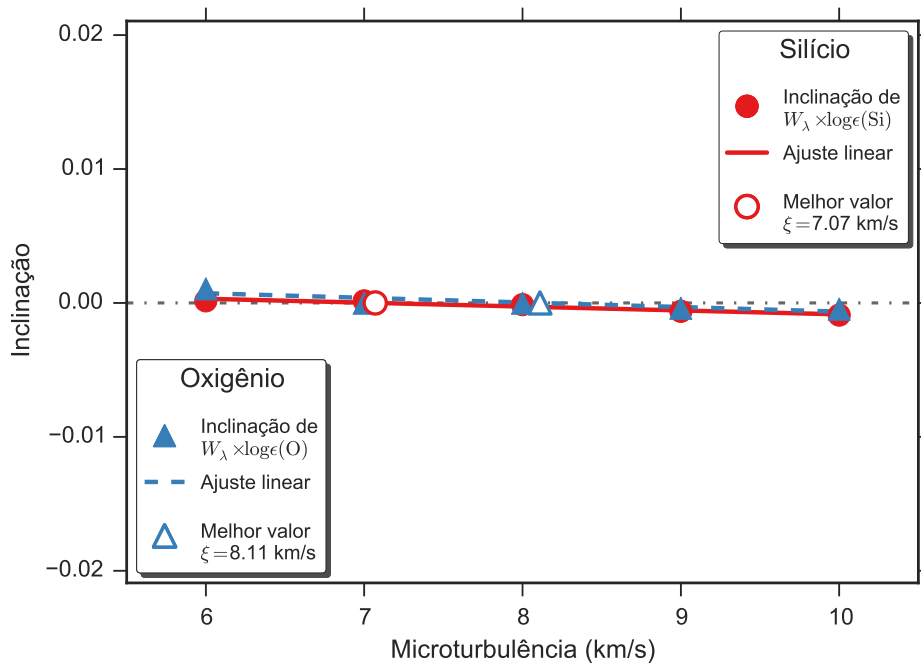


Figura A.260: Determinação do valor da velocidade de microturbulência para a estrela ALS 18679 através da identificação da independência do valor da abundância com a intensidade da linha, que ocorre quando a inclinação do ajuste linear é nula. Apresentamos os resultados obtidos para o silício e oxigênio, que podem ser vistos nas Figs. A.258 e A.259, respectivamente. Os pontos preenchidos representam os valores encontrados para cada valor da velocidade de microturbulência, as retas representam ajustes lineares e os pontos preenchidos representam a posição em que a inclinação é nula.

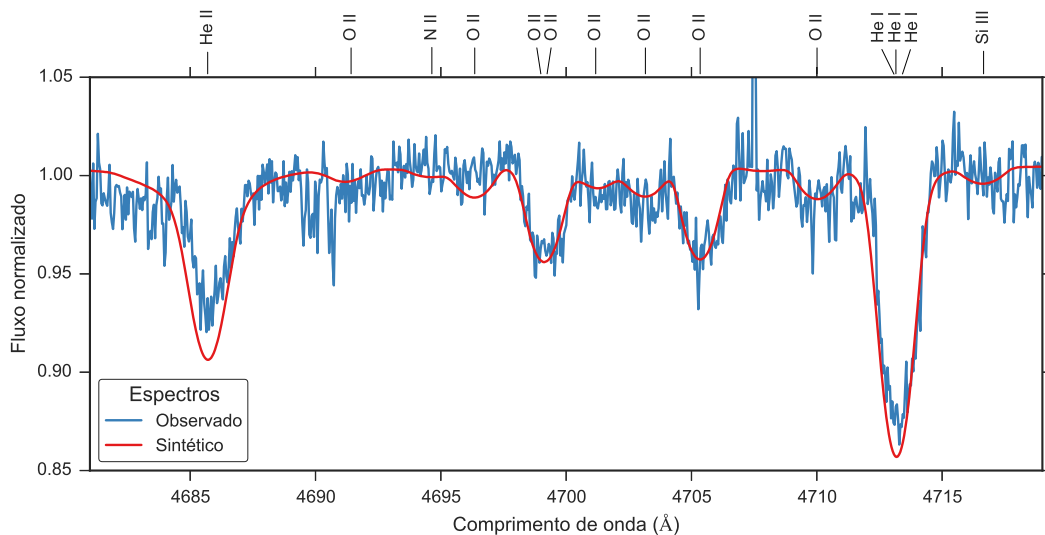


Figura A.261: Comparação entre o espectro observado da estrela ALS 18679 (em azul) e o espectro sintético modelado com os parâmetros determinados para esta estrela (em vermelho).

**A.2.27 ALS 18681**

ALS 18681		
$T_{ef}$	28800	K
$\log g$	4.28	dex
$v \sin i$	48	km/s
$\zeta_{RT}$	13	km/s
$\xi$	5	km/s
$\log(\epsilon)(\text{Si})$	6.91	dex
$\log(\epsilon)(\text{O})$	8.29	dex

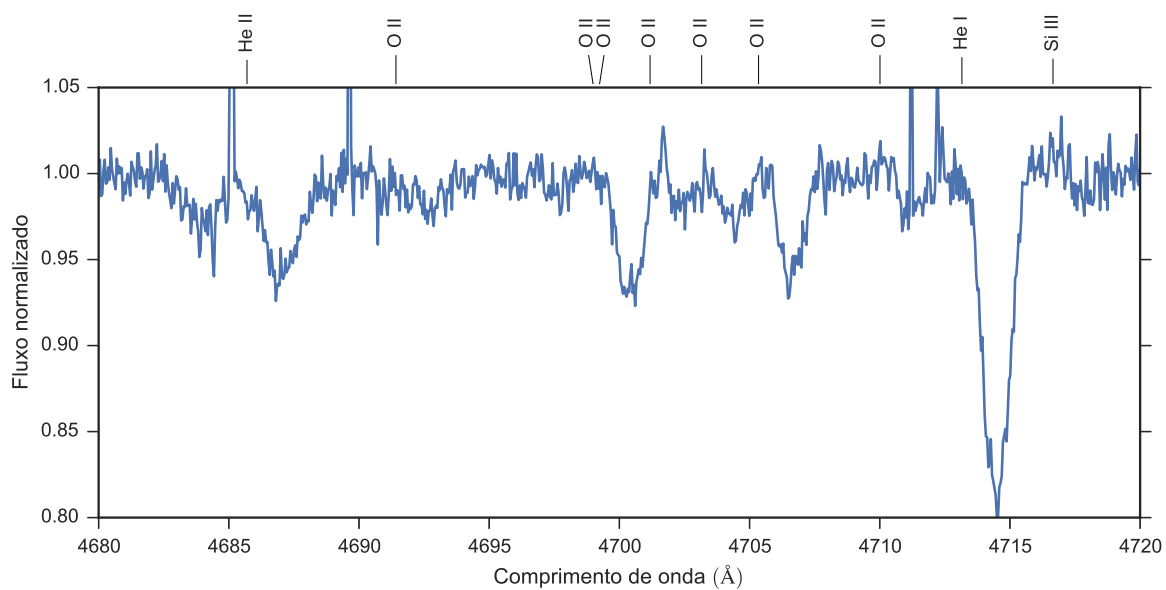


Figura A.262: Espectro da estrela ALS 18681. Apenas uma faixa espectral é apresentado como exemplo.



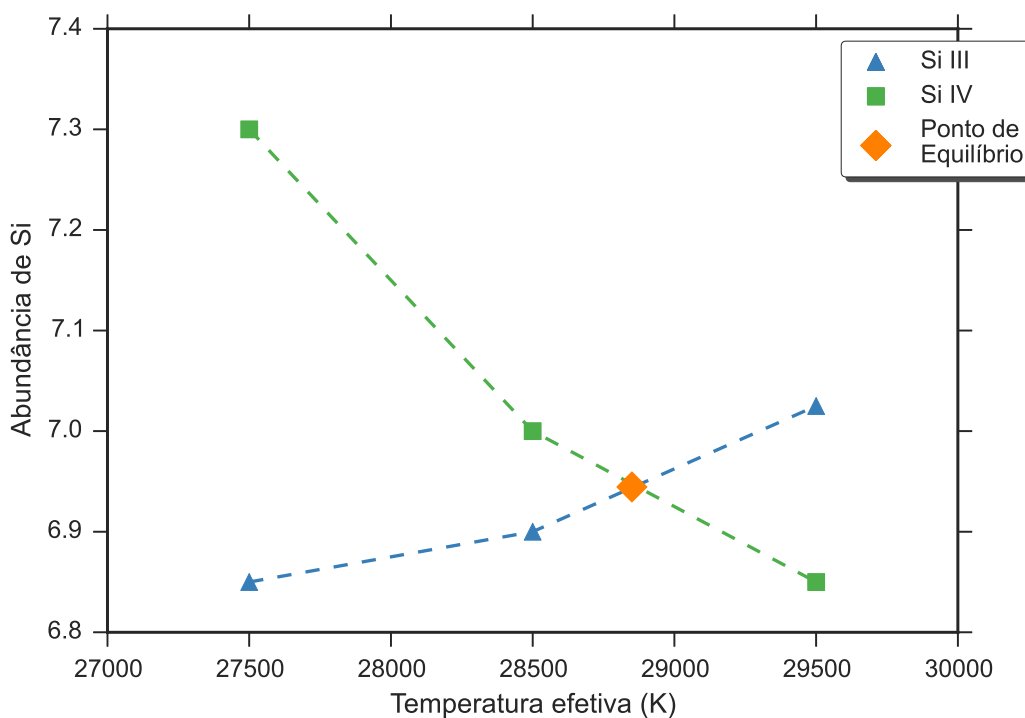


Figura A.263: Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 18681. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

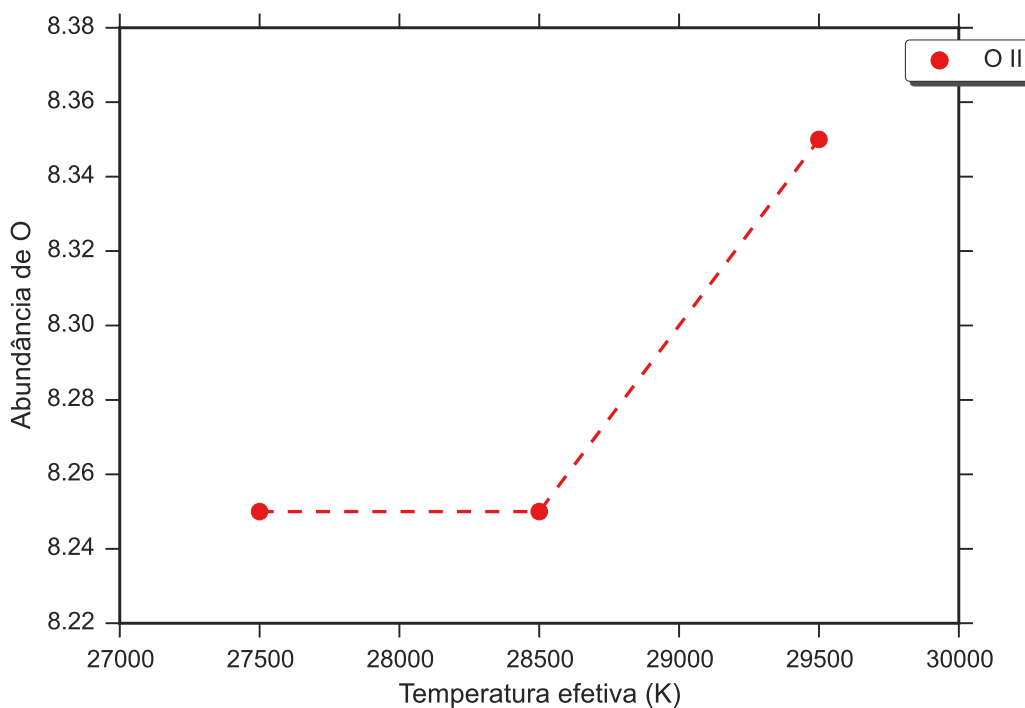


Figura A.264: Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 18681. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

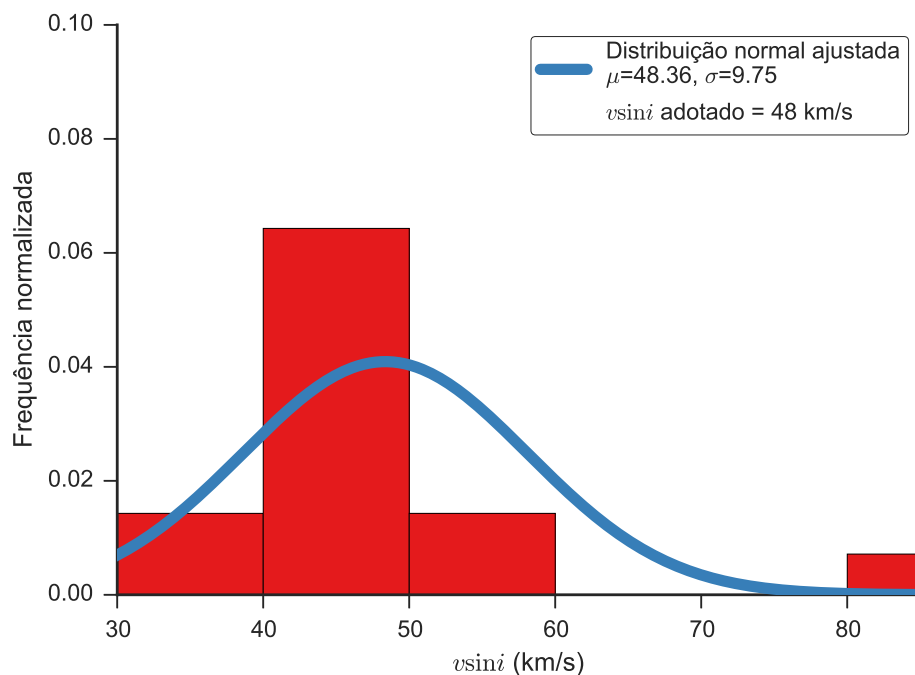


Figura A.265: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade rotacional projetada da estrela ALS 18681. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

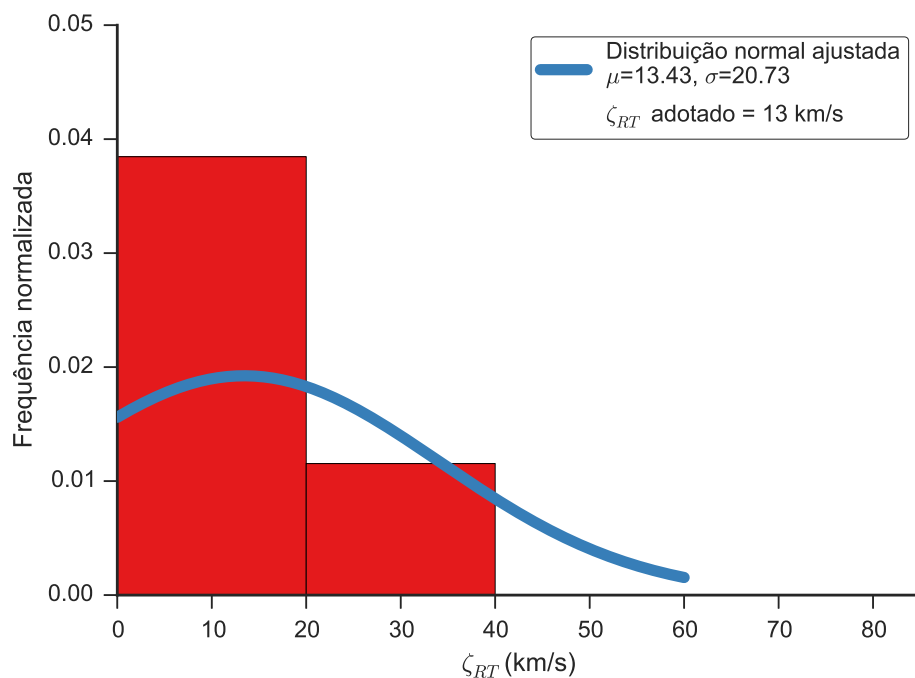


Figura A.266: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade de macroturbulência da estrela ALS 18681. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

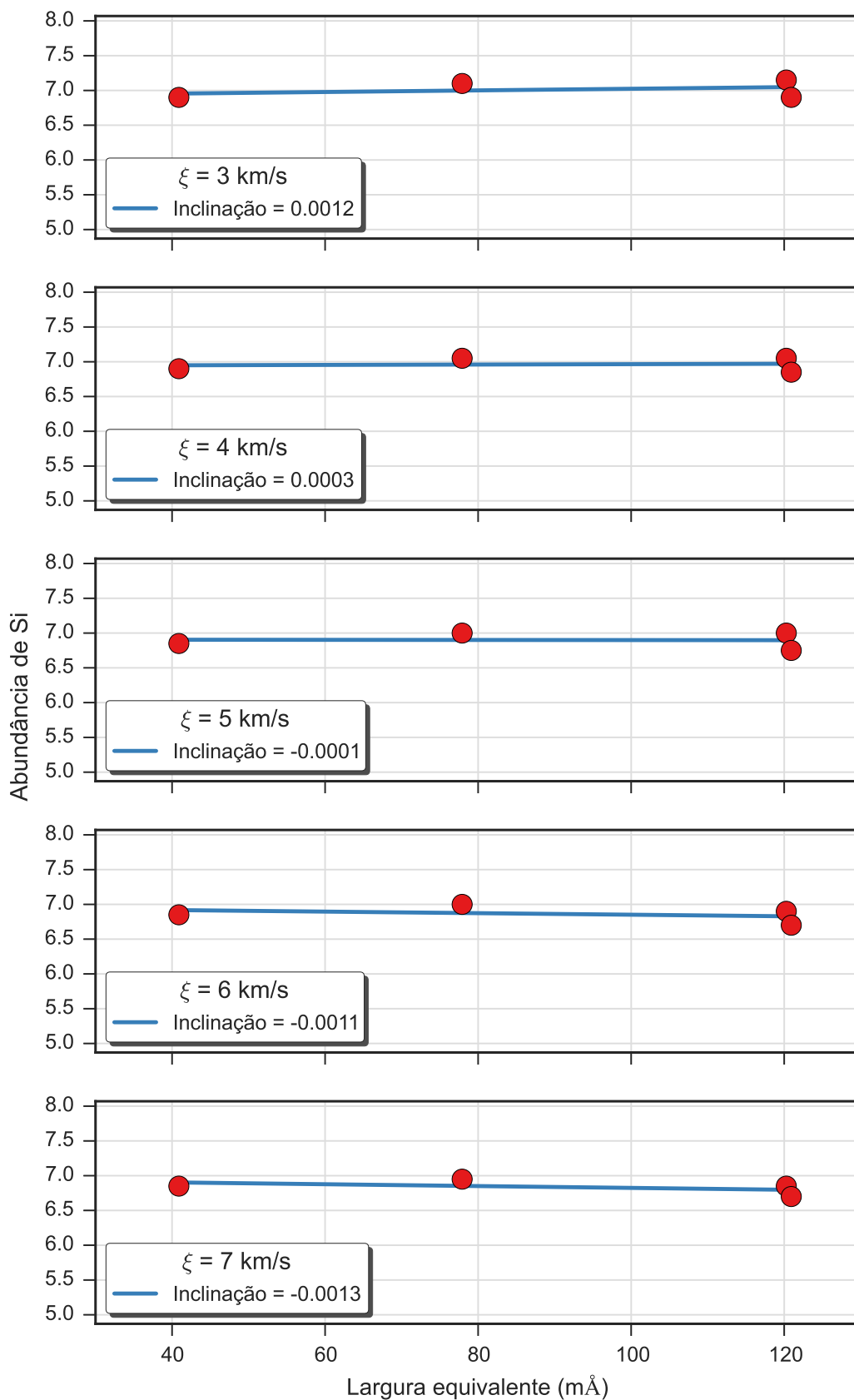


Figura A.267: Valores da abundância de silício para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 18681. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

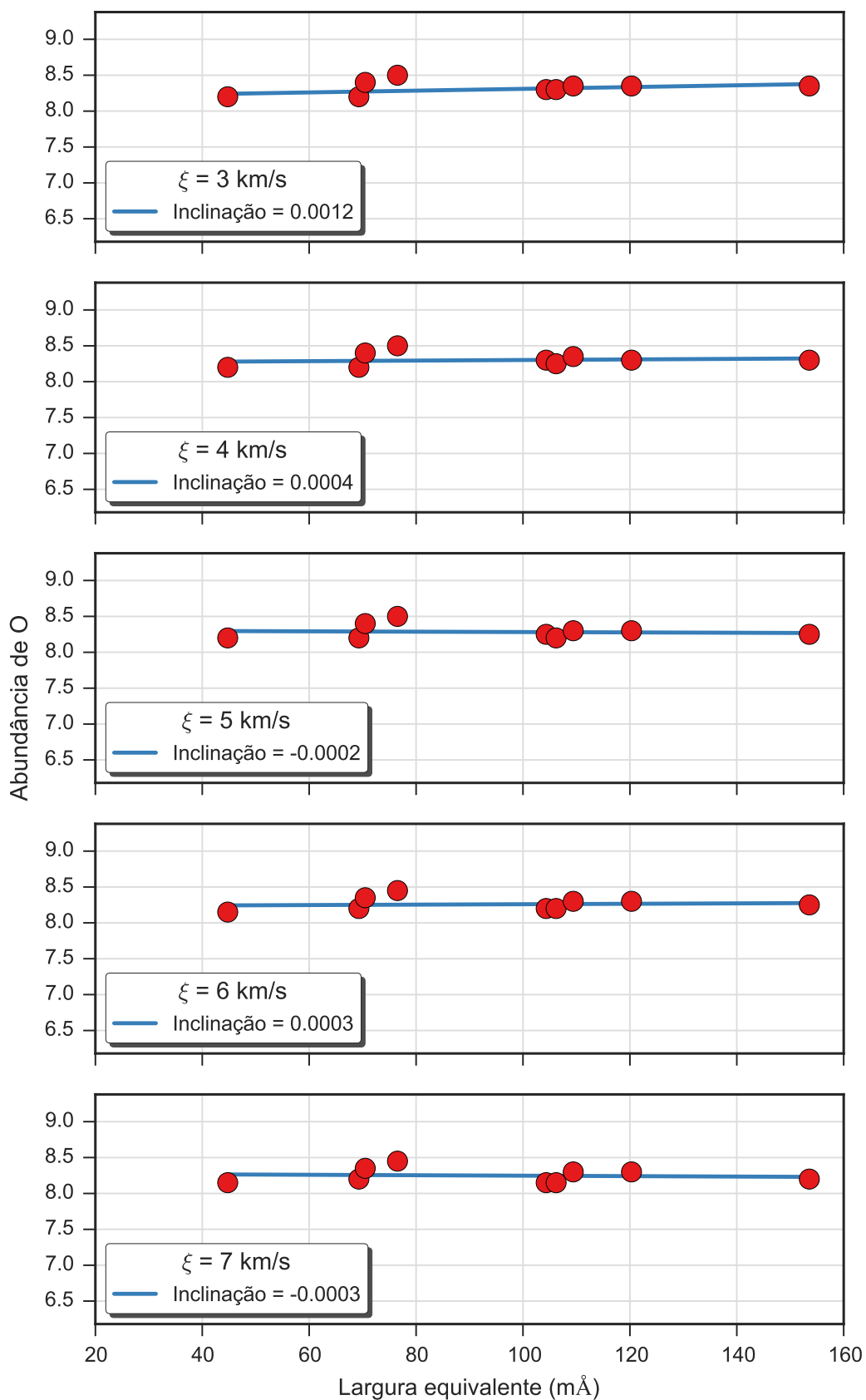


Figura A.268: Valores da abundância de oxigênio para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 18681. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

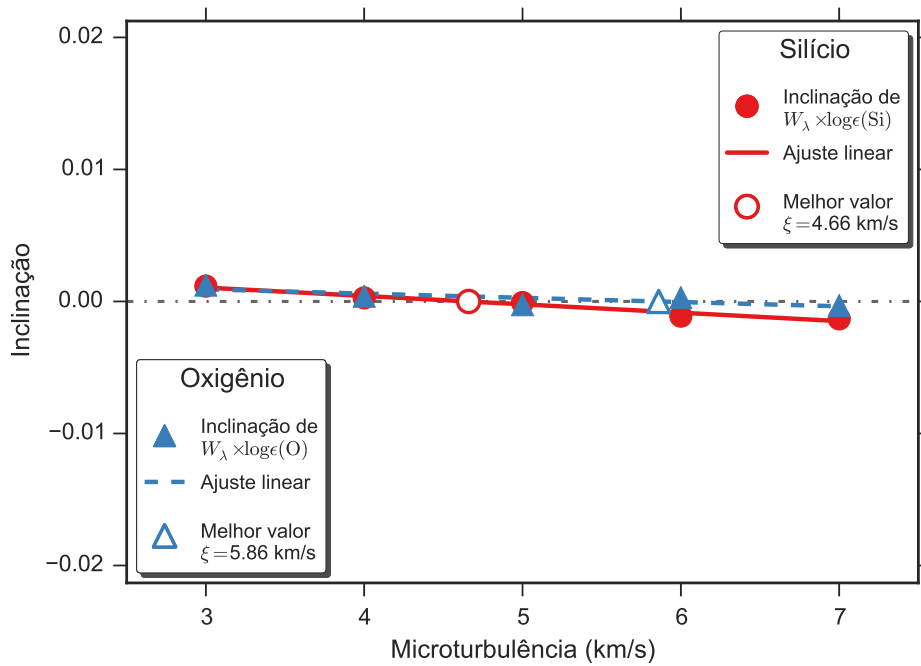


Figura A.269: Determinação do valor da velocidade de microturbulência para a estrela ALS 18681 através da identificação da independência do valor da abundância com a intensidade da linha, que ocorre quando a inclinação do ajuste linear é nula. Apresentamos os resultados obtidos para o silício e oxigênio, que podem ser vistos nas Figs. A.267 e A.268, respectivamente. Os pontos preenchidos representam os valores encontrados para cada valor da velocidade de microturbulência, as retas representam ajustes lineares e os pontos preenchidos representam a posição em que a inclinação é nula.

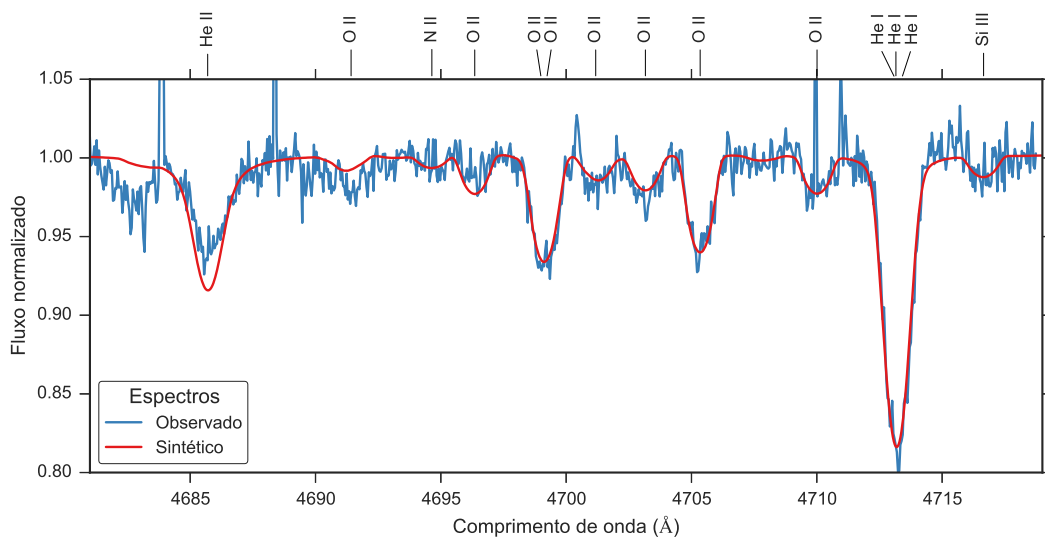


Figura A.270: Comparação entre o espectro observado da estrela ALS 18681 (em azul) e o espectro sintético modelado com os parâmetros determinados para esta estrela (em vermelho).

**A.2.28 ALS 18714**

ALS 18714		
$T_{ef}$	27400	K
$\log g$	4.23	dex
$v \sin i$	22	km/s
$\zeta_{RT}$	13	km/s
$\xi$	2	km/s
$\log(\epsilon)(\text{Si})$	7.71	dex
$\log(\epsilon)(\text{O})$	8.76	dex

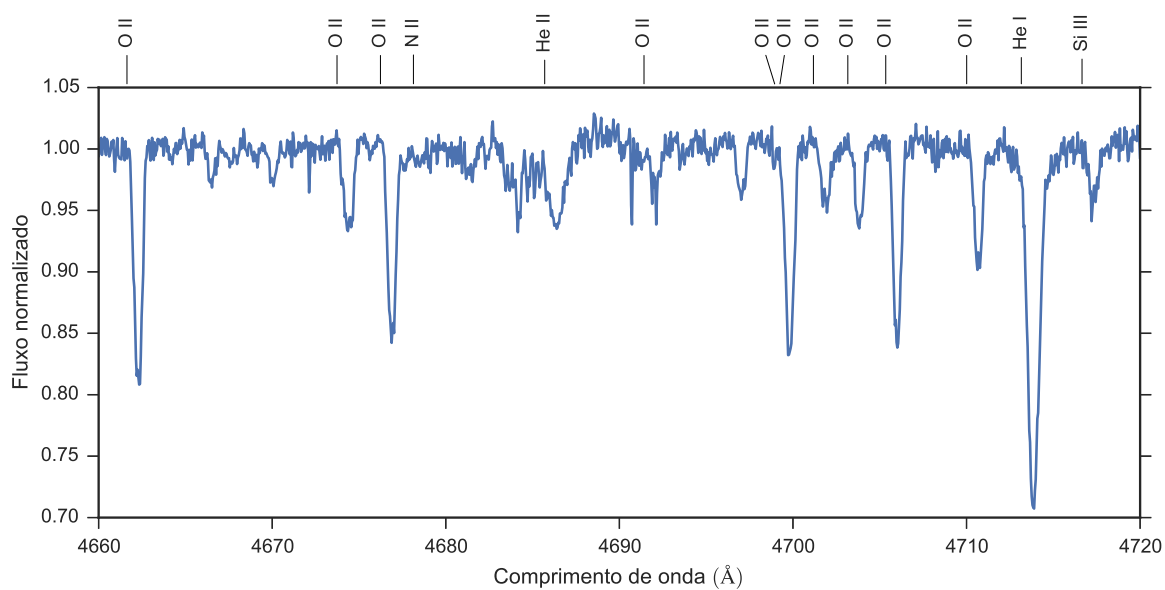


Figura A.271: Espectro da estrela ALS 18714. Apenas uma faixa espectral é apresentado como exemplo.

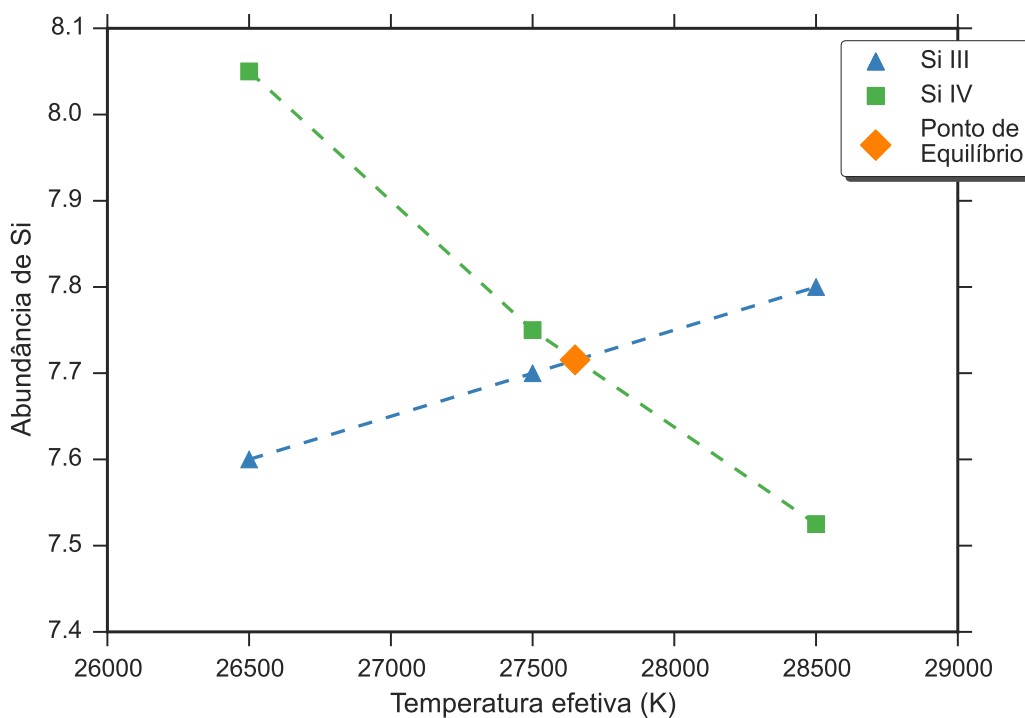


Figura A.272: Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 18714. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

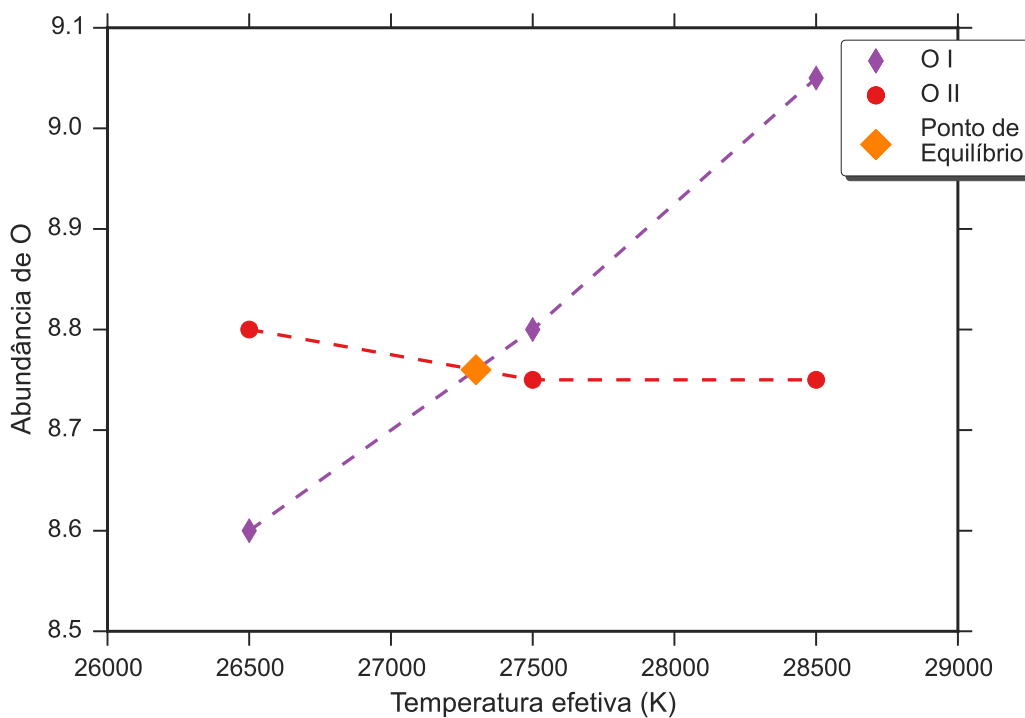


Figura A.273: Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 18714. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

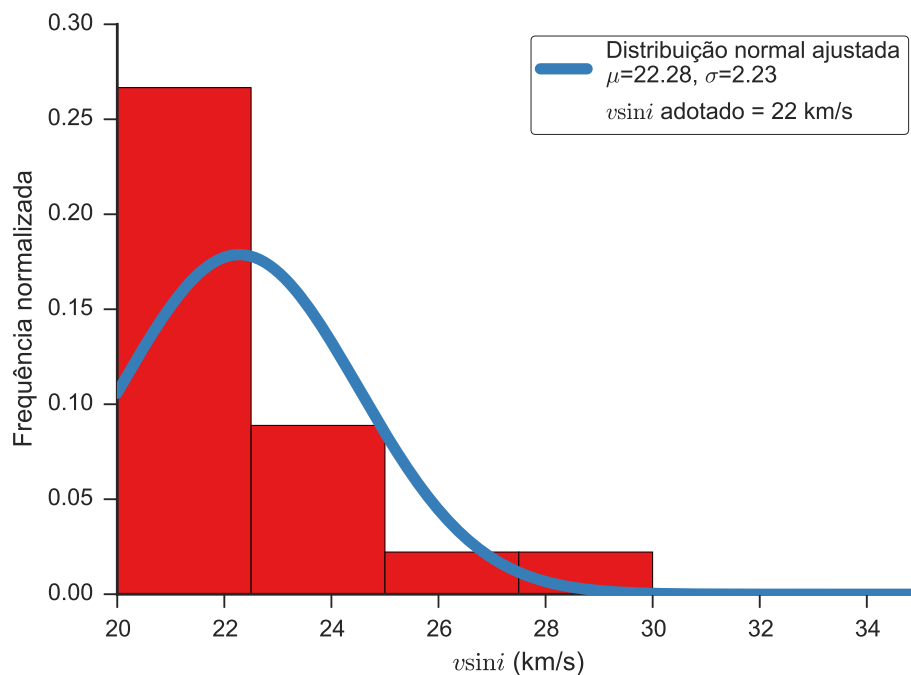


Figura A.274: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade rotacional projetada da estrela ALS 18714. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

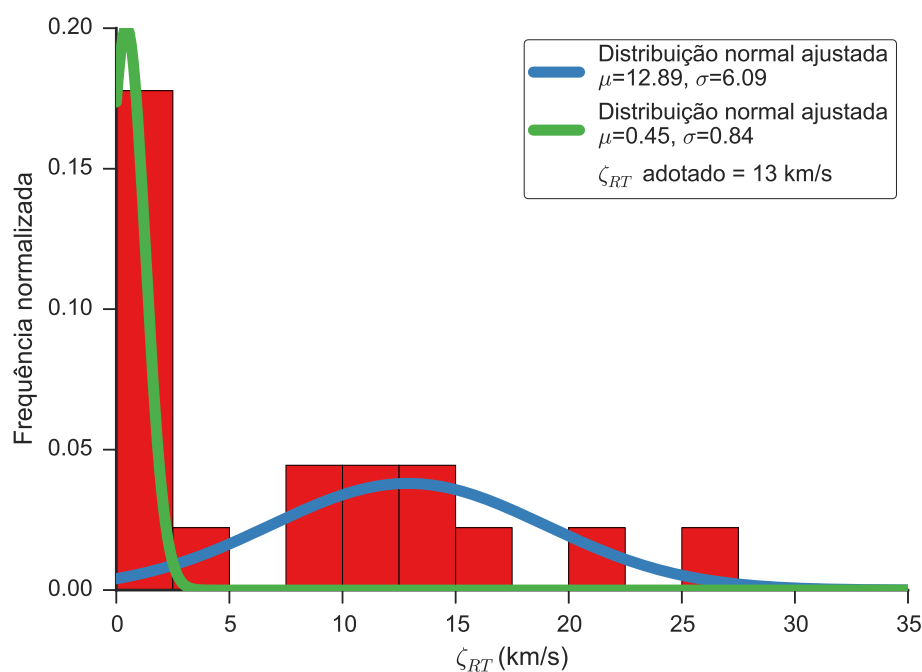


Figura A.275: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade de macroturbulência da estrela ALS 18714. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.



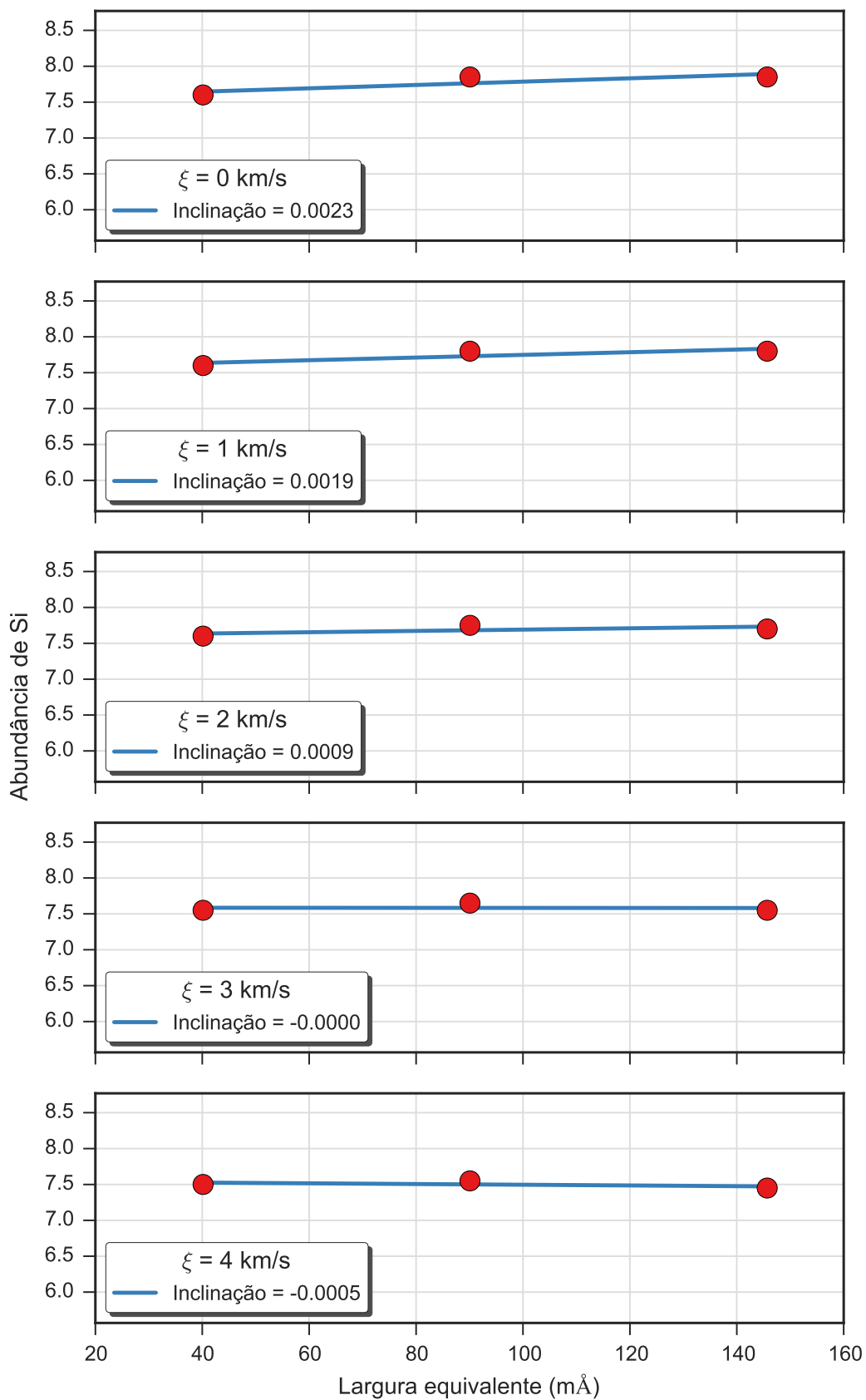


Figura A.276: Valores da abundância de silício para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 18714. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

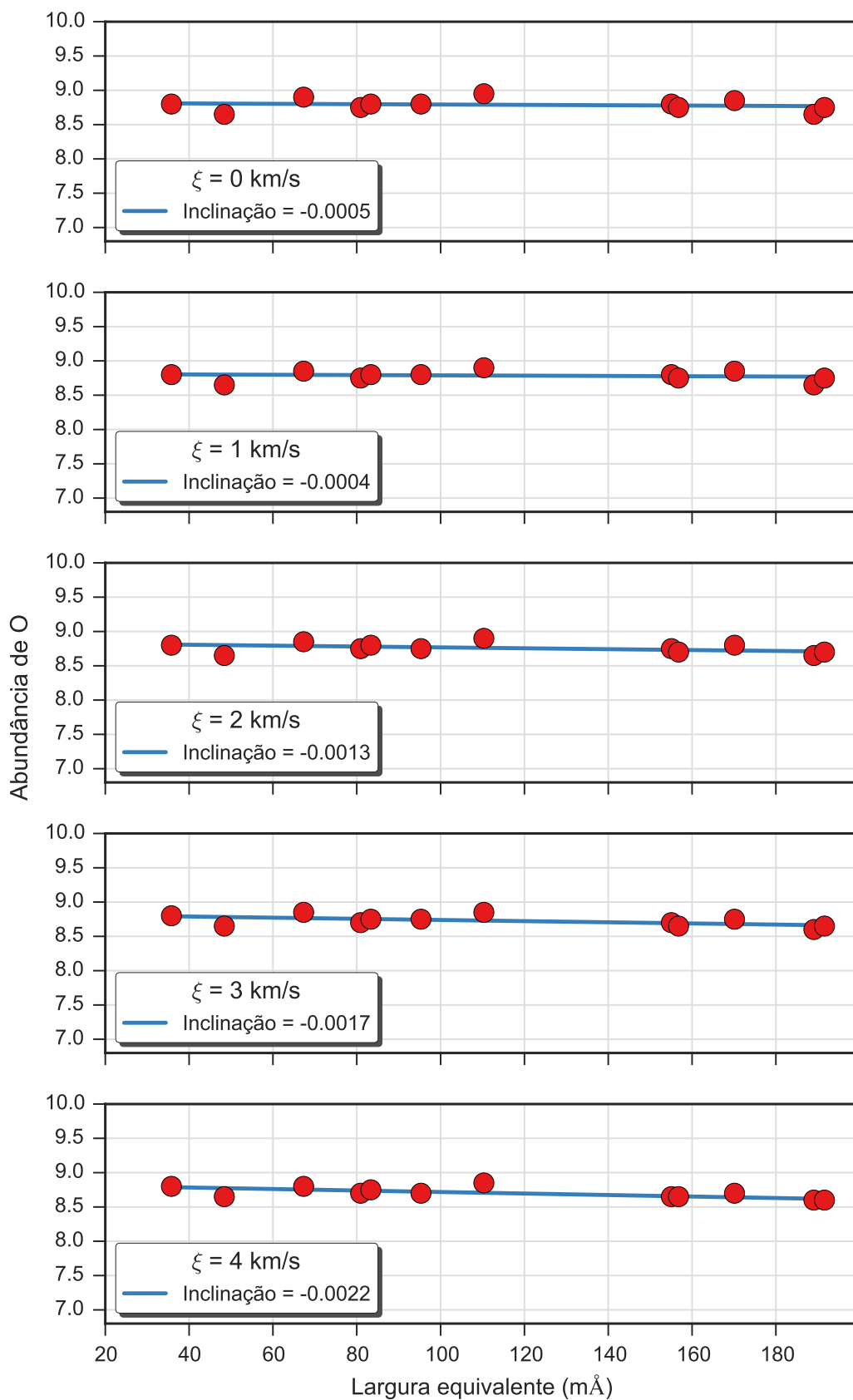


Figura A.277: Valores da abundância de oxigênio para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 18714. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

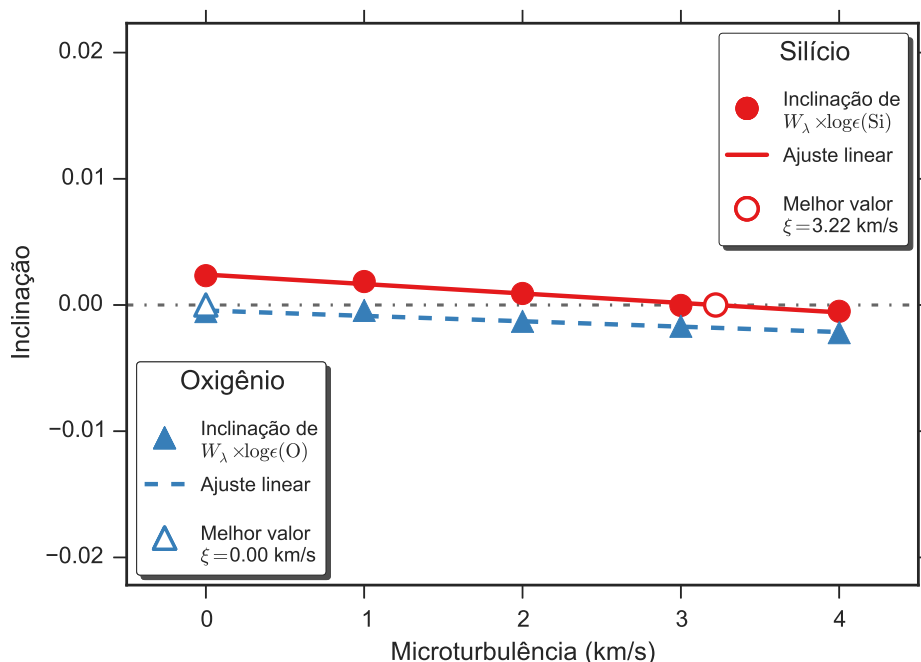


Figura A.278: Determinação do valor da velocidade de microturbulência para a estrela ALS 18714 através da identificação da independência do valor da abundância com a intensidade da linha, que ocorre quando a inclinação do ajuste linear é nula. Apresentamos os resultados obtidos para o silício e oxigênio, que podem ser vistos nas Figs. A.276 e A.277, respectivamente. Os pontos preenchidos representam os valores encontrados para cada valor da velocidade de microturbulência, as retas representam ajustes lineares e os pontos preenchidos representam a posição em que a inclinação é nula.

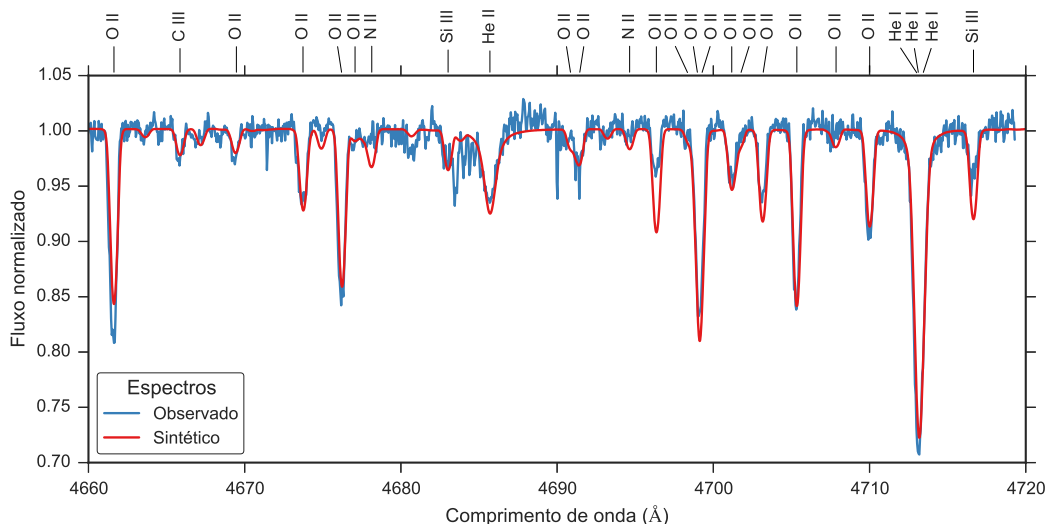


Figura A.279: Comparação entre o espectro observado da estrela ALS 18714 (em azul) e o espectro sintético modelado com os parâmetros determinados para esta estrela (em vermelho).

**A.2.29 ALS 19251**

ALS 19251		
$T_{ef}$	24300	K
$\log g$	3.62	dex
$v \sin i$	43	km/s
$\zeta_{RT}$	13	km/s
$\xi$	2	km/s
$\log(\epsilon)(\text{Si})$	7.28	dex
$\log(\epsilon)(\text{O})$	8.54	dex

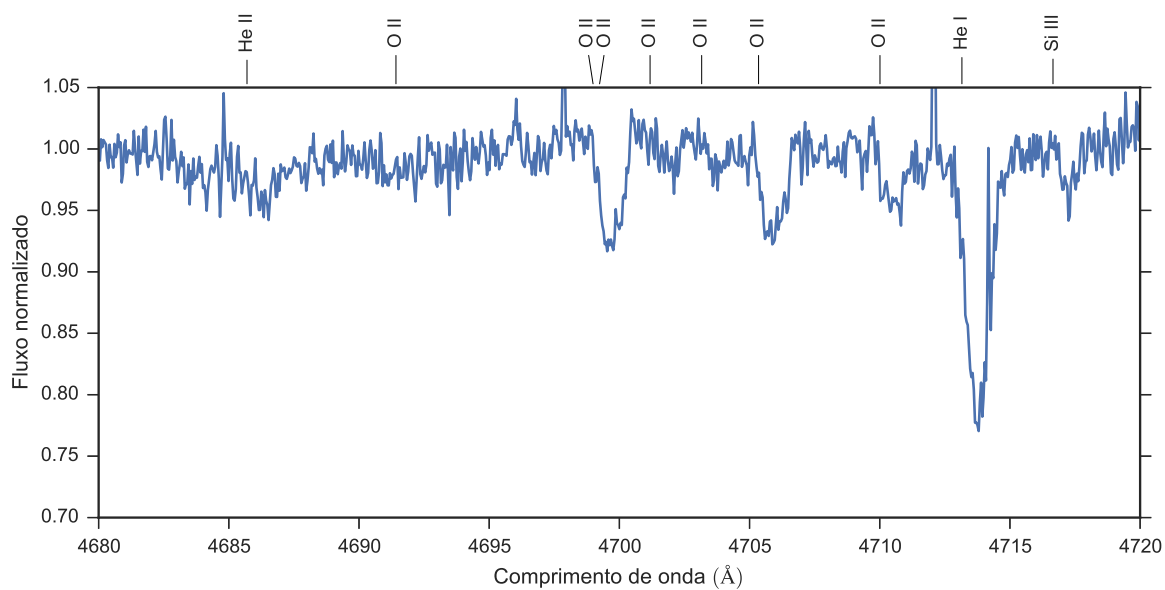


Figura A.280: Espectro da estrela ALS 19251. Apenas uma faixa espectral é apresentado como exemplo.

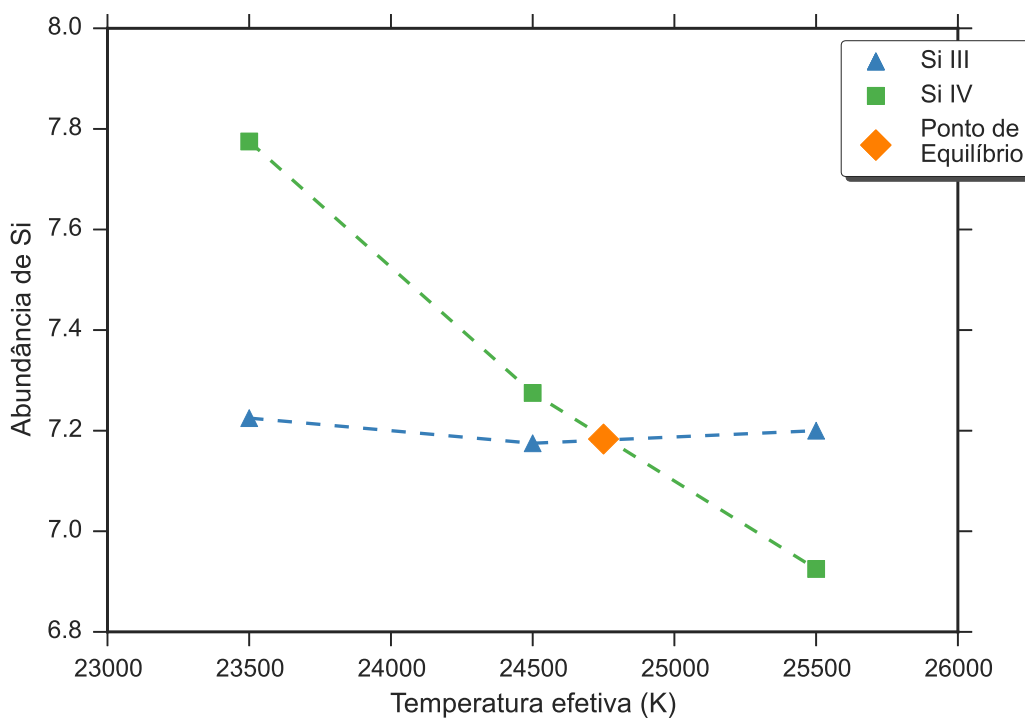


Figura A.281: Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 19251. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

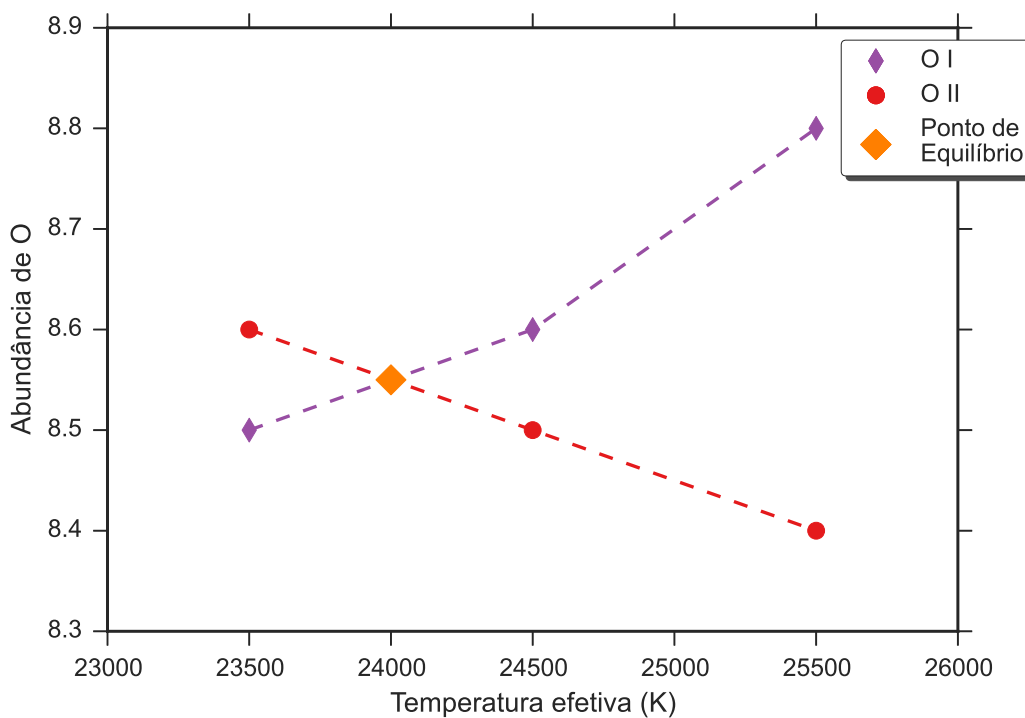


Figura A.282: Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 19251. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

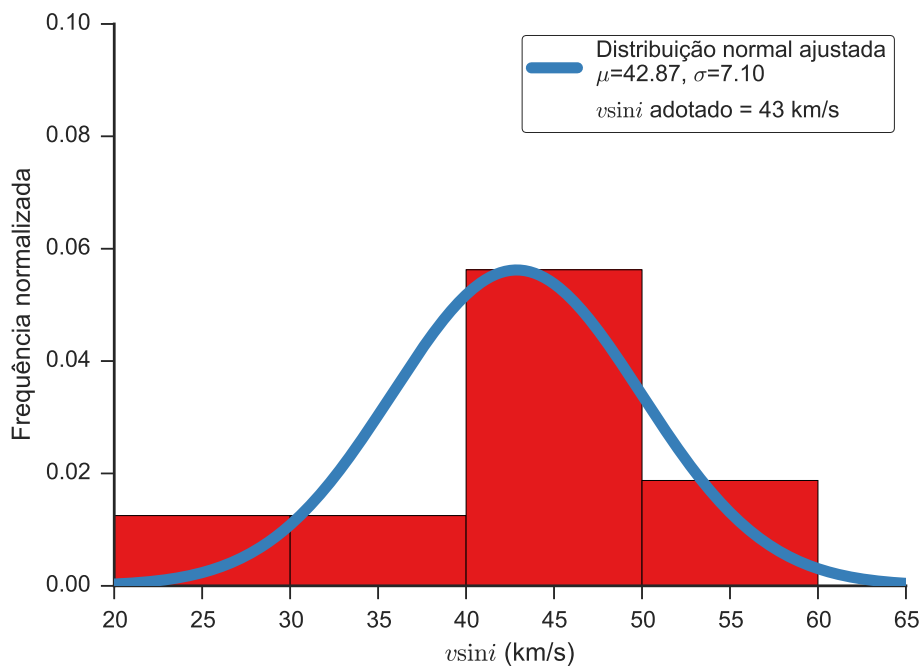


Figura A.283: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade rotacional projetada da estrela ALS 19251. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

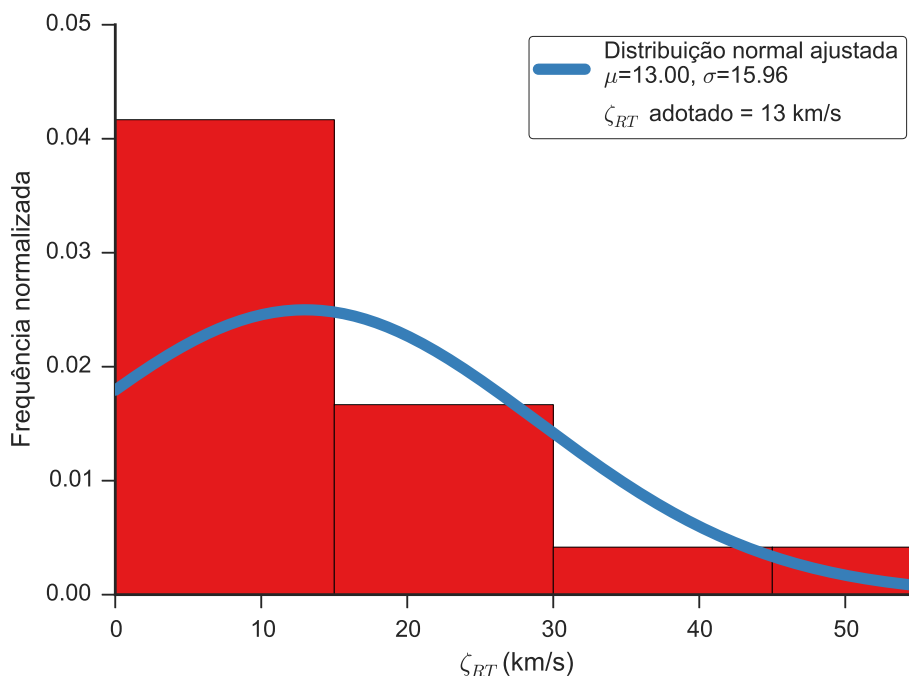


Figura A.284: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade de macroturbulência da estrela ALS 19251. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

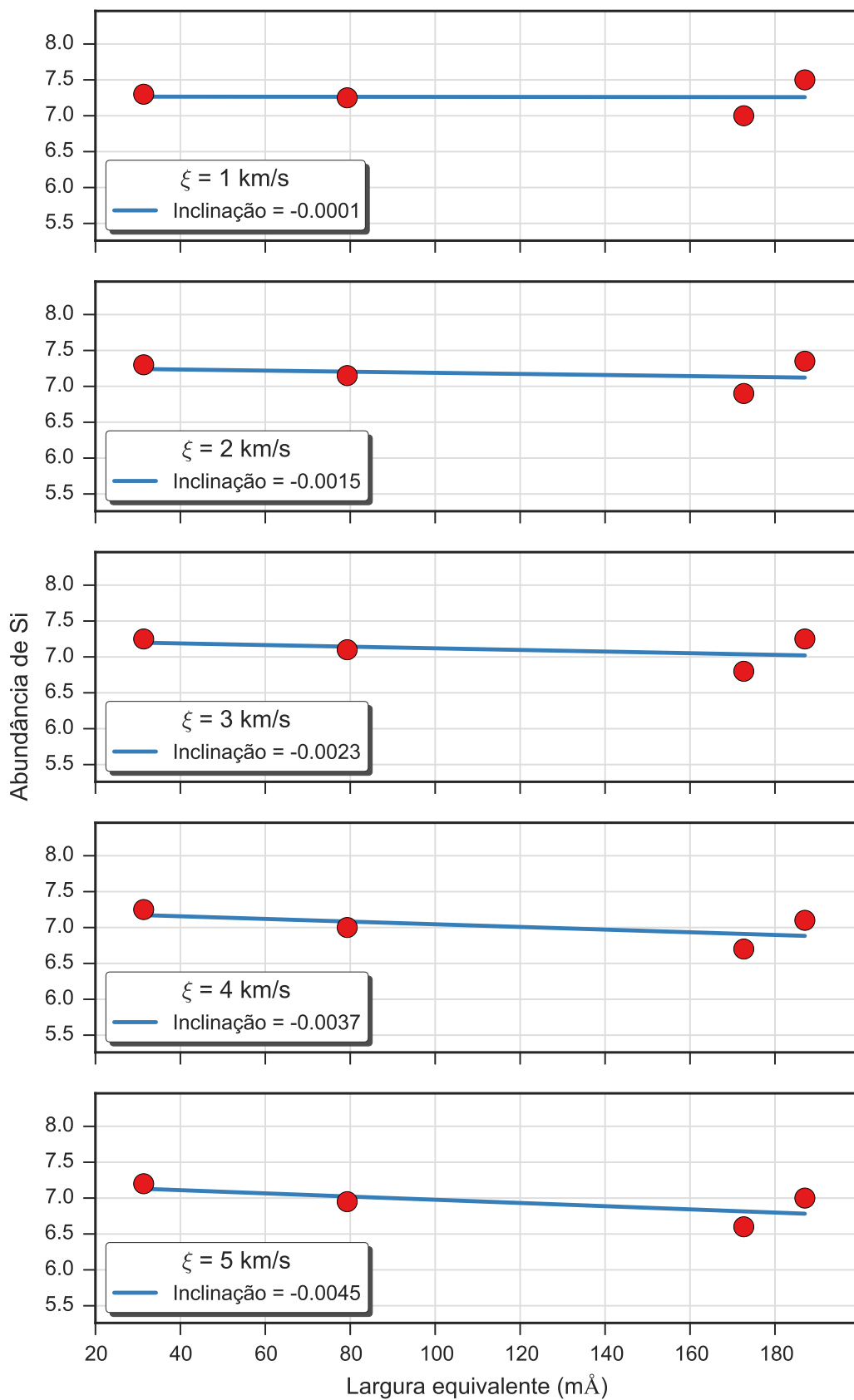


Figura A.285: Valores da abundância de silício para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 19251. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

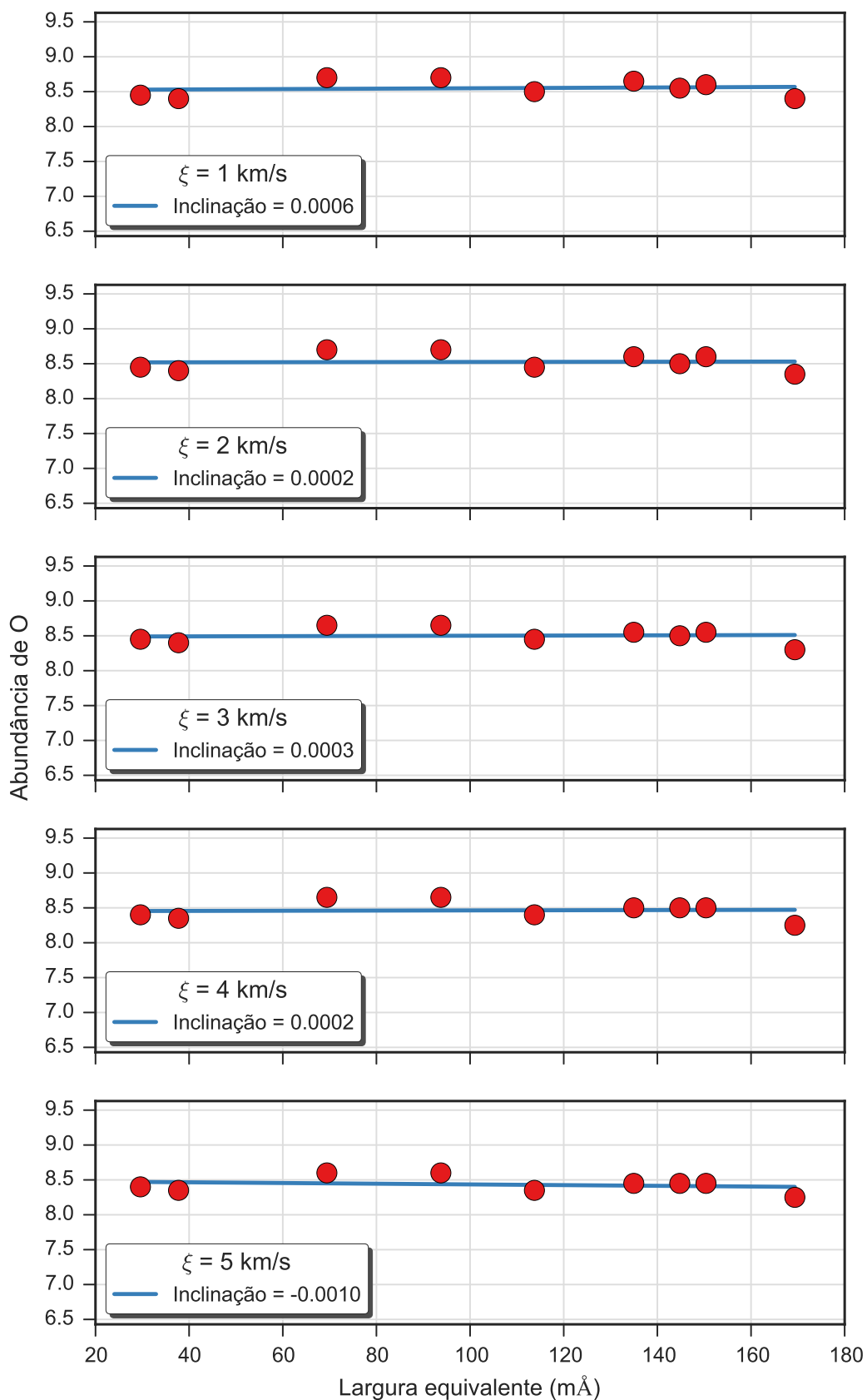


Figura A.286: Valores da abundância de oxigênio para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 19251. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.



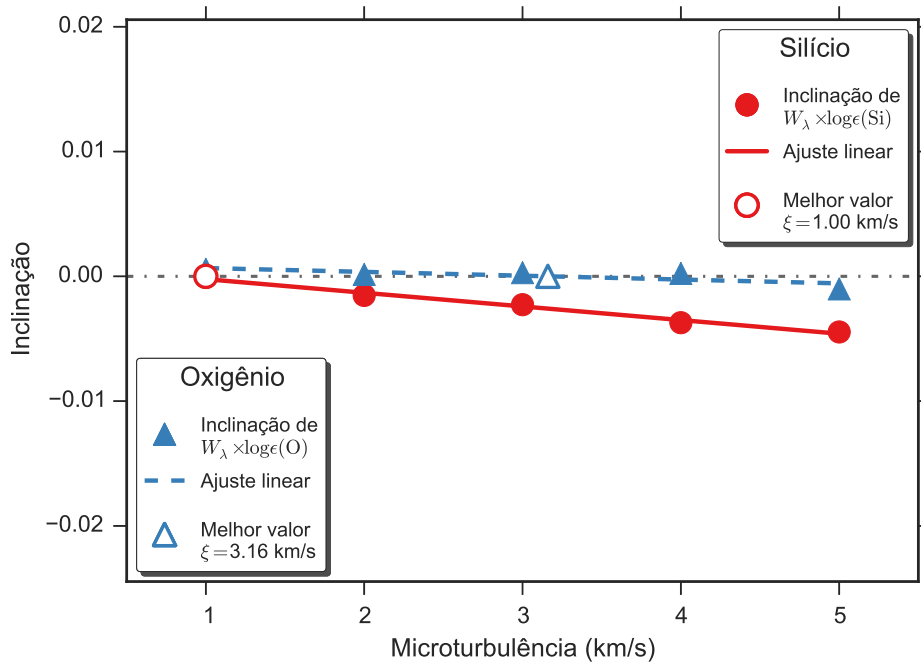


Figura A.287: Determinação do valor da velocidade de microturbulência para a estrela ALS 19251 através da identificação da independência do valor da abundância com a intensidade da linha, que ocorre quando a inclinação do ajuste linear é nula. Apresentamos os resultados obtidos para o silício e oxigênio, que podem ser vistos nas Figs. A.285 e A.286, respectivamente. Os pontos preenchidos representam os valores encontrados para cada valor da velocidade de microturbulência, as retas representam ajustes lineares e os pontos preenchidos representam a posição em que a inclinação é nula.

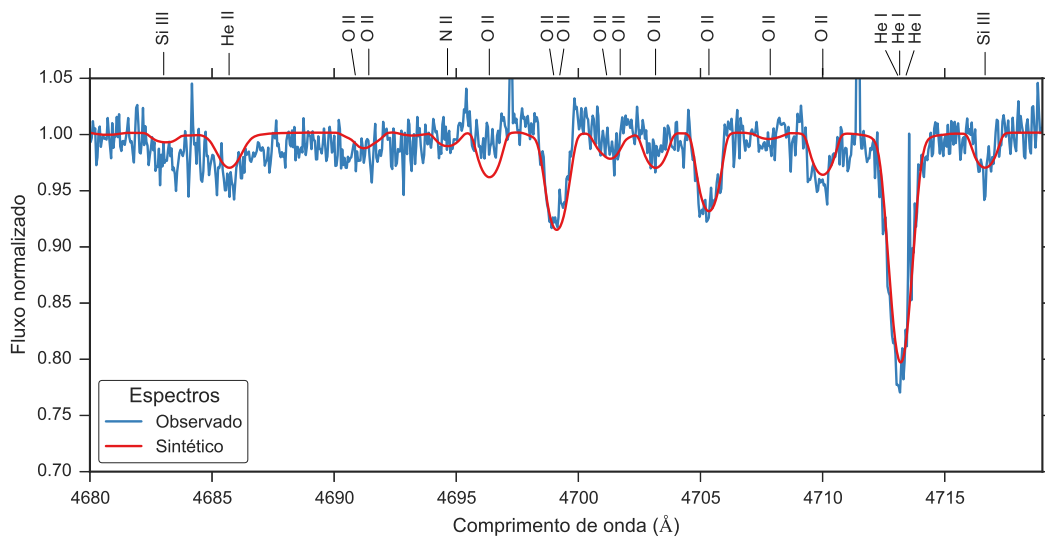


Figura A.288: Comparação entre o espectro observado da estrela ALS 19251 (em azul) e o espectro sintético modelado com os parâmetros determinados para esta estrela (em vermelho).

**A.2.30 ALS 19264**

ALS 19264		
$T_{ef}$	20900	K
$\log g$	3.97	dex
$v \sin i$	21	km/s
$\zeta_{RT}$	8	km/s
$\xi$	4	km/s
$\log(\epsilon)(\text{Si})$	7.17	dex
$\log(\epsilon)(\text{O})$	8.53	dex

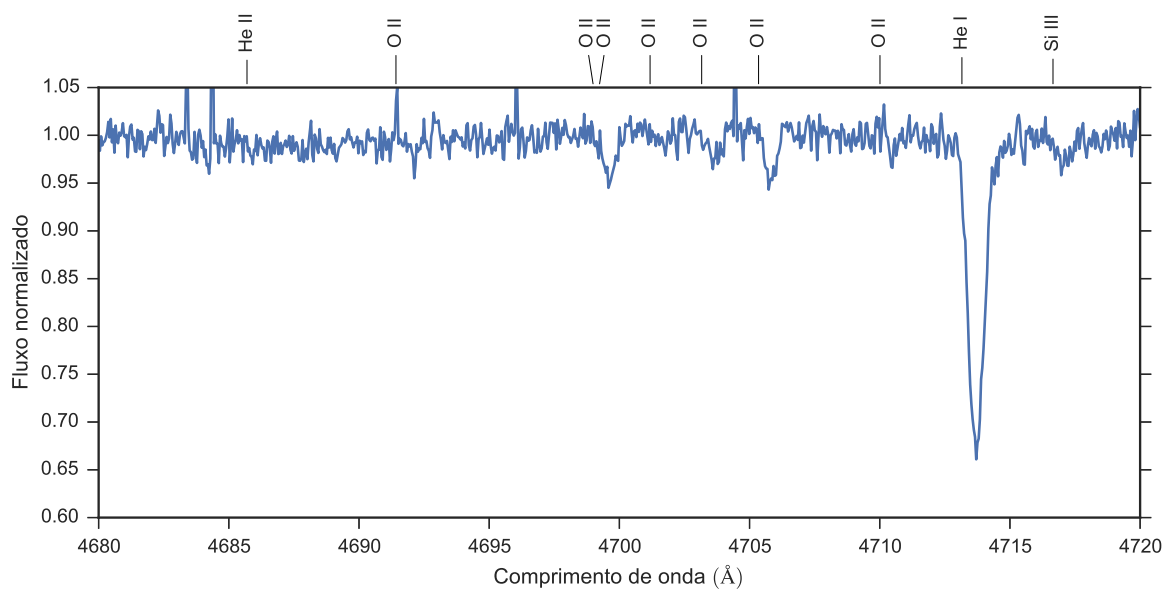


Figura A.289: Espectro da estrela ALS 19264. Apenas uma faixa espectral é apresentado como exemplo.

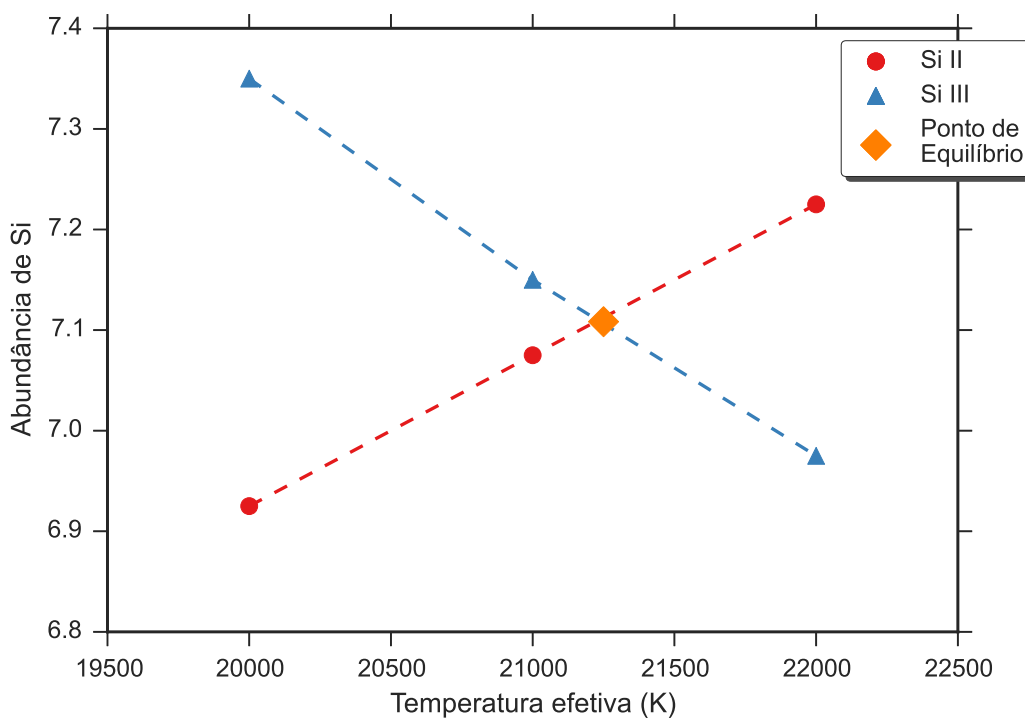


Figura A.290: Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 19264. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

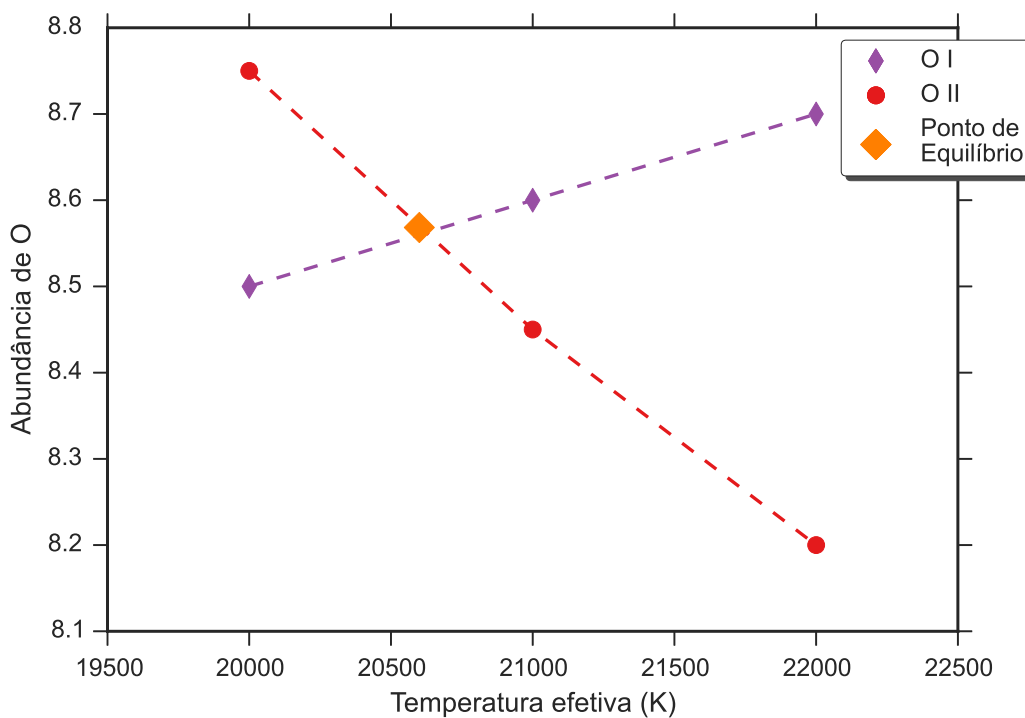


Figura A.291: Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 19264. O significado das curvas e dos pontos está explicado na legenda.

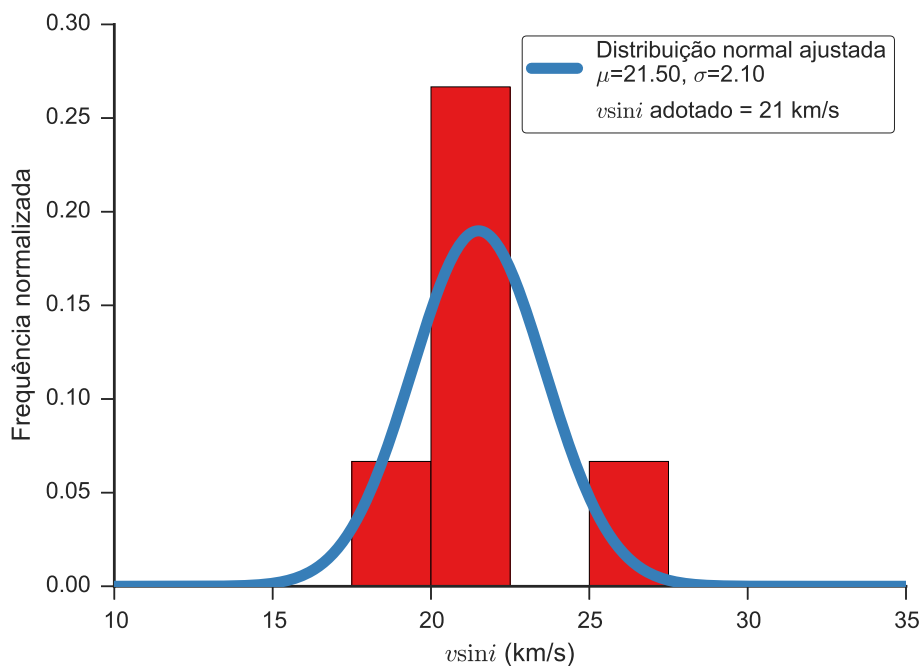


Figura A.292: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade rotacional projetada da estrela ALS 19264. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

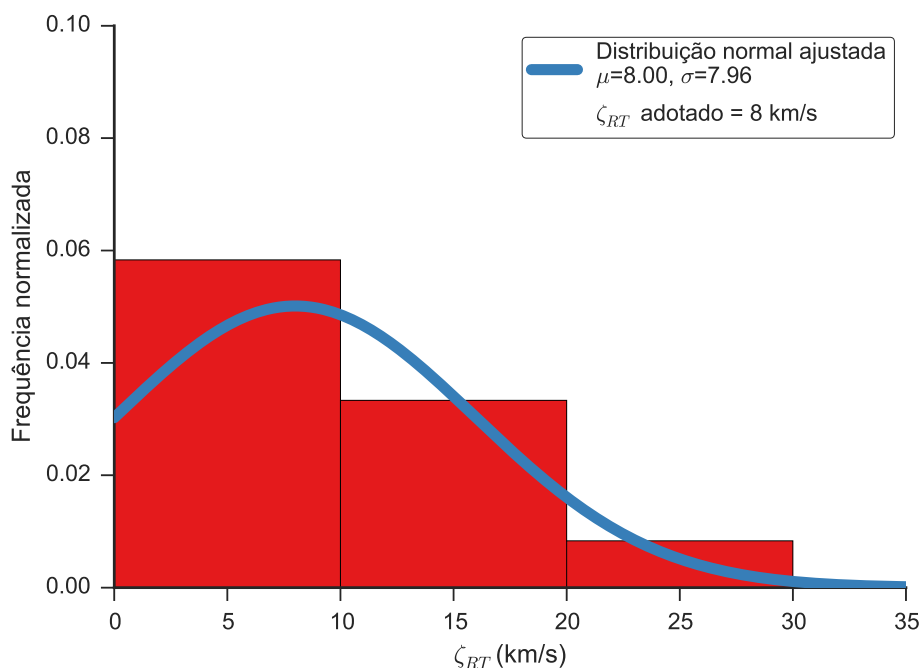


Figura A.293: Distribuição dos valores obtidos para a velocidade de macroturbulência da estrela ALS 19264. O histograma apresenta a distribuição dos valores obtidos de cada linha espectral, as curvas contínuas são ajustes gaussianos à distribuição e o valor adotado é apresentado na legenda.

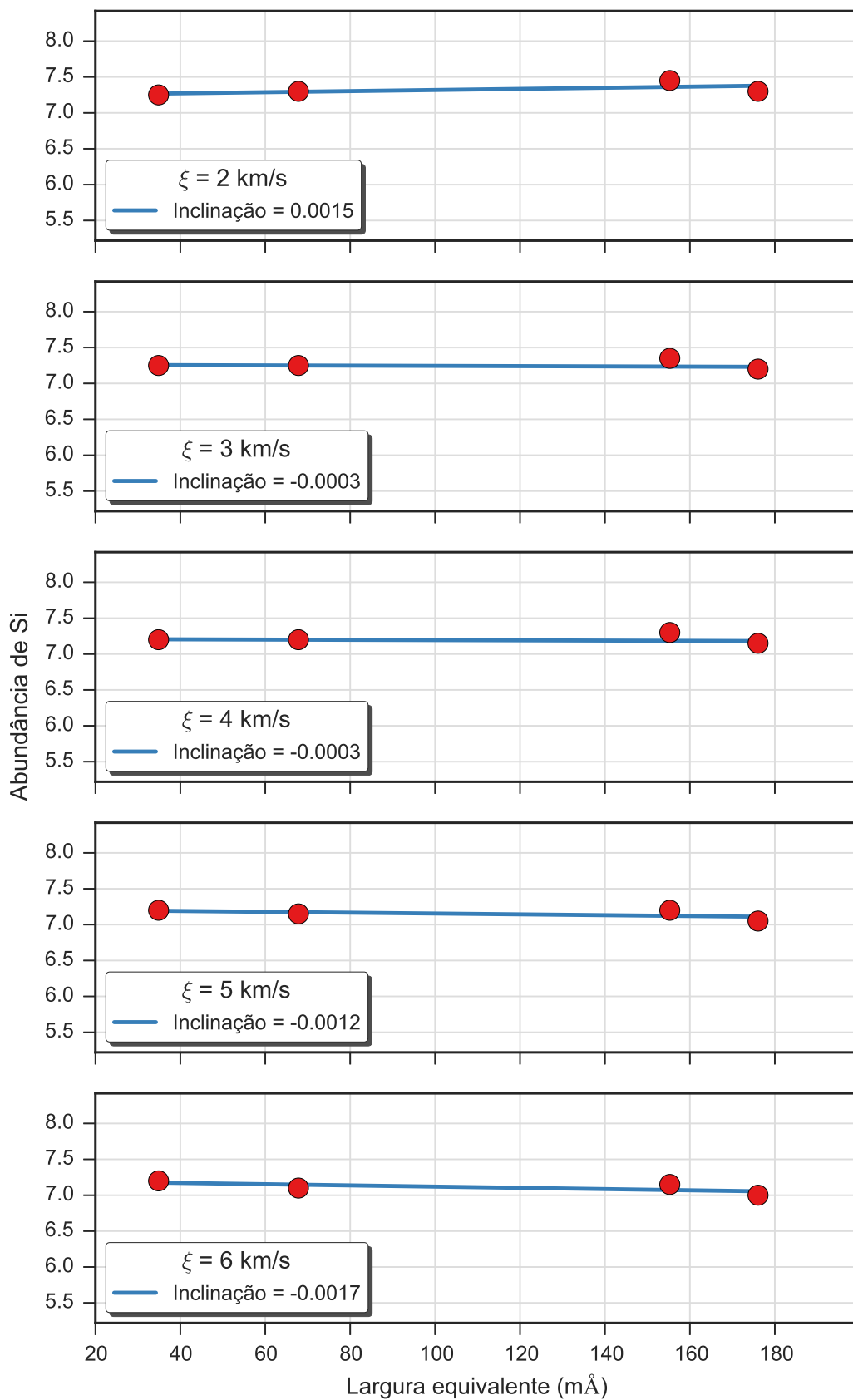


Figura A.294: Valores da abundância de silício para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 19264. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

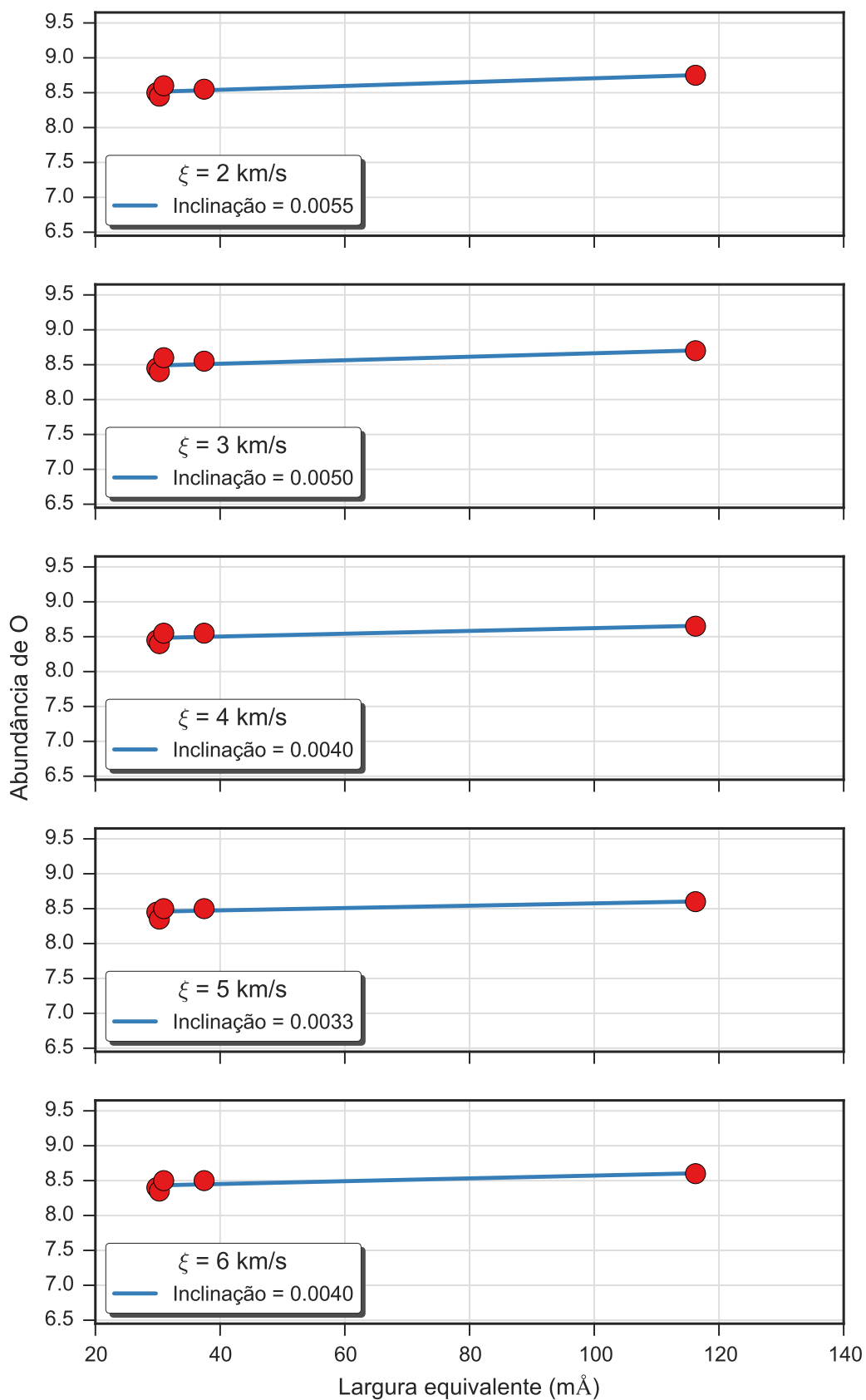


Figura A.295: Valores da abundância de oxigênio para cinco valores da velocidade de microturbulência obtidos para a estrela ALS 19264. Cada gráfico apresenta os resultados para um valor da velocidade de microturbulência e um ajuste linear aos resultados.

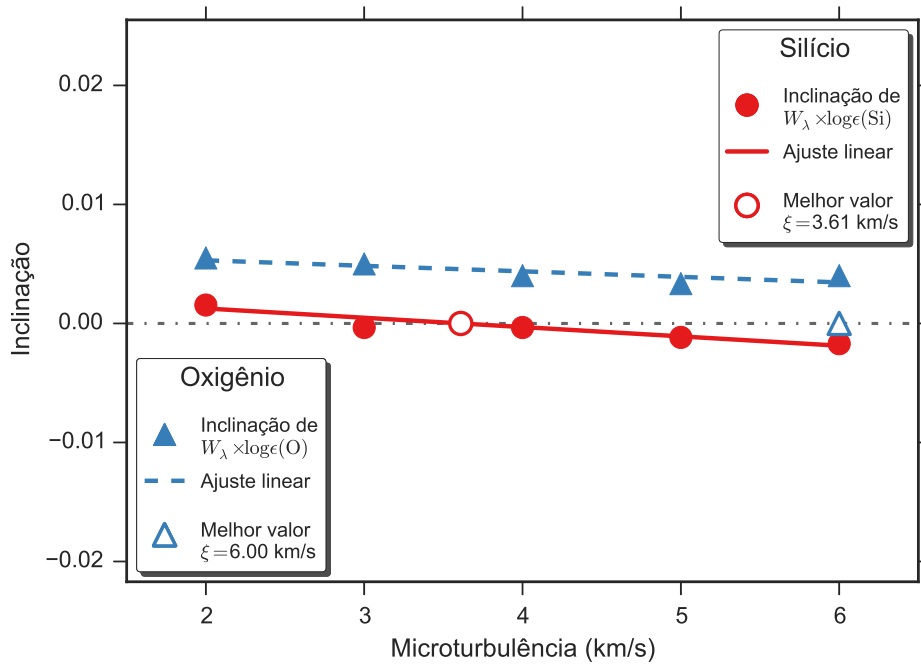


Figura A.296: Determinação do valor da velocidade de microturbulência para a estrela ALS 19264 através da identificação da independência do valor da abundância com a intensidade da linha, que ocorre quando a inclinação do ajuste linear é nula. Apresentamos os resultados obtidos para o silício e oxigênio, que podem ser vistos nas Figs. A.294 e A.295, respectivamente. Os pontos preenchidos representam os valores encontrados para cada valor da velocidade de microturbulência, as retas representam ajustes lineares e os pontos preenchidos representam a posição em que a inclinação é nula.

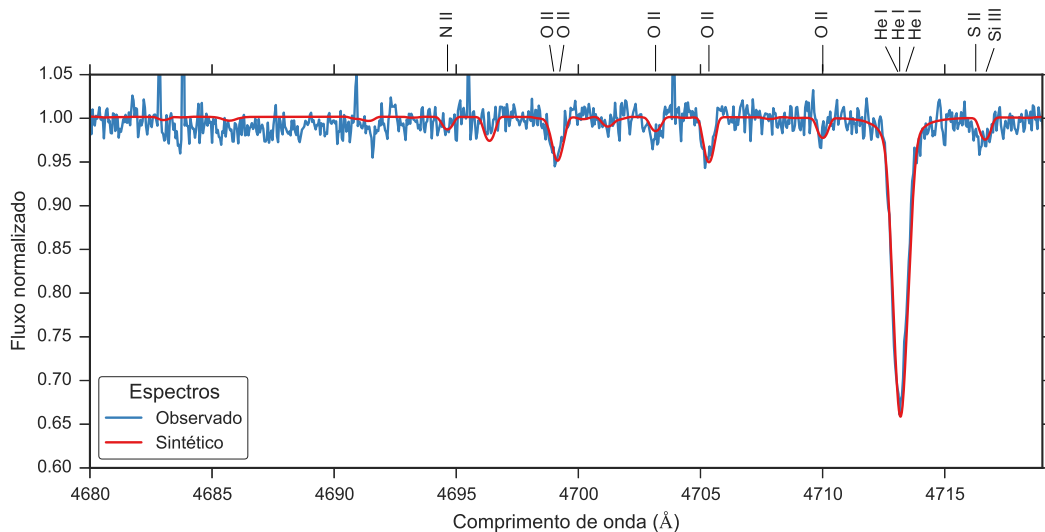


Figura A.297: Comparação entre o espectro observado da estrela ALS 19264 (em azul) e o espectro sintético modelado com os parâmetros determinados para esta estrela (em vermelho).

# Apêndice B

## Estimativas de erro nos valores das abundâncias químicas

Neste apêndice, nós apresentamos as tabelas com a influência dos parâmetros estelares no valor final da abundância química. Para maiores detalhes, ver a seção [6.2](#).



Tabela B.1: Variação nas abundâncias de silício ao adicionar um valor pré-determinado aos parâmetros estelares.

ID	$T_{ef}$	$\log g$	$v \sin i$	$\zeta_{RT}$	$\xi$	Erro final
ALS 45	-0.02	0.04	0.03	0.02	-0.10	0.05
ALS 208	-0.02	0.05	0.06	0.00	-0.10	0.06
ALS 384	-0.05	0.02	0.04	0.01	-0.08	0.05
ALS 404	-0.07	0.03	0.06	0.04	-0.10	0.06
ALS 428	-0.05	0.03	0.06	0.02	-0.08	0.05
ALS 505	0.09	0.02	0.02	0.02	-0.08	0.06
ALS 506	0.03	0.02	0.04	0.02	-0.08	0.04
ALS 510	-0.01	0.00	0.04	0.00	-0.08	0.04
ALS 634	-0.03	0.05	0.05	0.04	-0.09	0.06
ALS 644	-0.01	0.05	0.04	0.01	-0.11	0.06
ALS 777	-0.06	0.04	0.06	0.03	-0.09	0.06
ALS 904	-0.04	0.05	0.01	0.00	-0.10	0.05
ALS 914	0.02	0.03	0.03	0.03	-0.06	0.04
ALS 921	-0.05	0.07	0.04	0.03	-0.05	0.05
ALS 8598	0.02	0.03	0.03	0.03	-0.12	0.06
ALS 9209	0.02	0.04	0.03	0.03	-0.14	0.07
ALS 14007	-0.04	0.03	0.04	0.02	-0.14	0.07
ALS 14013	0.01	0.05	0.02	0.00	-0.10	0.05
ALS 15608	0.01	0.03	0.03	0.04	-0.13	0.06
ALS 16106	-0.08	0.06	0.03	0.02	-0.10	0.07
ALS 16107	-0.19	0.08	0.10	0.00	-0.14	0.12
ALS 16807	-0.04	0.07	0.09	0.09	-0.04	0.07
ALS 17694	0.03	0.02	0.02	0.02	-0.08	0.04
ALS 18020	0.04	0.04	0.03	0.00	-0.02	0.03
ALS 18674	0.05	0.02	0.03	0.03	-0.11	0.06
ALS 18679	0.07	-0.02	0.03	0.00	-0.06	0.04
ALS 18681	0.07	-0.01	0.05	0.00	-0.07	0.05
ALS 18714	-0.05	0.02	0.03	0.00	-0.19	0.09
ALS 19251	-0.10	0.05	0.04	0.00	-0.18	0.10
ALS 19264	-0.08	0.05	0.03	0.01	-0.08	0.06
HD 61068	0.00	0.03	0.00	0.04	-0.14	0.07
HD 63922	0.19	-0.03	0.02	0.05	-0.04	0.09
HD 74575	-0.08	0.07	0.01	0.03	-0.06	0.06

Tabela B.2: Variação nas abundâncias de silício ao subtrair um valor pré-determinado dos parâmetros estelares.

ID	$T_{ef}$	$\log g$	$v \sin i$	$\zeta_{RT}$	$\xi$	Erro final
ALS 45	0.08	-0.02	-0.04	-0.01	0.10	0.06
ALS 208	0.09	-0.04	-0.07	0.00	-0.10	0.07
ALS 384	0.10	-0.04	-0.05	-0.01	-0.08	0.06
ALS 404	0.15	0.00	-0.02	0.01	0.10	0.08
ALS 428	0.13	-0.03	-0.06	-0.01	-0.08	0.07
ALS 505	-0.05	-0.01	-0.02	-0.01	0.13	0.06
ALS 506	0.02	0.00	-0.04	-0.02	-0.08	0.04
ALS 510	0.07	-0.01	-0.07	-0.01	-0.08	0.06
ALS 634	0.07	-0.05	-0.07	-0.03	-0.09	0.07
ALS 644	0.07	-0.03	-0.03	-0.01	-0.05	0.04
ALS 777	0.09	-0.04	-0.04	-0.02	0.15	0.08
ALS 904	0.08	-0.05	-0.03	-0.02	0.12	0.07
ALS 914	0.01	-0.02	-0.01	-0.03	0.09	0.04
ALS 921	0.14	-0.05	-0.02	-0.01	0.08	0.08
ALS 8598	0.04	-0.03	-0.04	-0.04	0.15	0.08
ALS 9209	0.02	-0.02	-0.02	-0.02	0.16	0.07
ALS 14007	0.04	-0.05	-0.07	-0.04	0.05	0.05
ALS 14013	0.05	-0.04	-0.01	0.00	0.06	0.04
ALS 15608	0.02	-0.01	-0.01	-0.03	0.14	0.06
ALS 16106	0.13	-0.05	-0.01	0.00	-0.05	0.07
ALS 16107	0.20	-0.09	-0.15	0.00	0.13	0.13
ALS 16807	0.14	0.01	0.01	0.01	-0.04	0.06
ALS 17694	0.02	-0.04	0.00	0.00	-0.08	0.04
ALS 18020	0.00	-0.01	-0.01	0.00	0.04	0.02
ALS 18674	-0.01	-0.01	-0.02	-0.02	0.08	0.04
ALS 18679	-0.08	0.00	-0.08	-0.02	0.07	0.06
ALS 18681	-0.03	0.00	-0.05	-0.01	0.11	0.06
ALS 18714	0.08	-0.05	-0.07	-0.03	0.08	0.06
ALS 19251	0.15	-0.06	-0.06	0.00	0.10	0.09
ALS 19264	0.09	-0.06	-0.05	-0.02	0.09	0.07
HD 61068	0.05	-0.04	-0.02	-0.04	0.14	0.07
HD 63922	-0.13	0.09	-0.01	-0.03	0.06	0.08
HD 74575	0.15	-0.06	-0.01	-0.03	0.10	0.09

Tabela B.3: Variação nas abundâncias de oxigênio ao adicionar um valor pré-determinado aos parâmetros estelares.

ID	$T_{ef}$	$\log g$	$v \sin i$	$\zeta_{RT}$	$\xi$	Erro final
ALS 8598	-0.05	0.06	0.02	0.02	-0.04	0.04
ALS 45	-0.11	0.06	0.02	0.02	-0.04	0.06
ALS 208	-0.01	0.01	0.03	0.00	-0.03	0.02
ALS 384	-0.13	0.07	0.04	0.01	-0.04	0.07
ALS 404	-0.16	0.05	0.04	0.01	-0.07	0.08
ALS 428	-0.05	0.02	0.02	0.00	-0.03	0.03
ALS 505	0.08	-0.02	0.01	0.01	-0.01	0.04
ALS 506	-0.03	0.04	0.03	0.01	-0.01	0.03
ALS 510	-0.09	0.05	0.05	0.00	-0.02	0.05
ALS 634	-0.19	0.08	0.04	0.02	-0.03	0.10
ALS 644	-0.10	0.07	0.01	0.01	-0.05	0.06
ALS 777	-0.19	0.08	0.01	0.00	-0.08	0.10
ALS 904	-0.12	0.05	0.00	0.00	-0.05	0.06
ALS 914	0.07	-0.01	0.01	0.02	-0.02	0.03
ALS 921	0.02	0.01	0.02	0.01	-0.01	0.01
ALS 9209	0.04	0.02	0.02	0.02	-0.03	0.03
ALS 14007	-0.18	0.07	0.04	0.01	-0.07	0.09
ALS 14013	-0.08	0.05	0.01	0.00	-0.03	0.04
ALS 15608	0.01	0.01	0.01	0.01	-0.05	0.02
ALS 16106	-0.12	0.07	0.02	0.02	-0.03	0.06
ALS 16107	-0.19	0.10	0.02	0.00	-0.07	0.10
ALS 16807	-0.21	0.08	0.02	0.01	-0.04	0.10
ALS 17694	0.03	0.00	0.00	0.00	-0.01	0.01
ALS 18020	0.05	-0.02	0.00	0.00	-0.02	0.03
ALS 18674	0.09	-0.01	0.02	0.02	-0.03	0.04
ALS 18679	0.08	-0.02	0.02	-0.01	-0.03	0.04
ALS 18681	0.07	-0.02	0.03	0.01	-0.04	0.04
ALS 18714	0.02	0.02	0.04	0.01	-0.05	0.03
ALS 19251	-0.06	0.04	0.05	0.00	-0.06	0.05
ALS 19264	-0.18	0.08	0.04	0.01	-0.05	0.09
HD 61068	-0.08	0.06	0.01	0.04	-0.06	0.06
HD 63922	0.14	-0.04	0.03	0.04	-0.01	0.07
HD 74575	-0.17	0.08	0.00	0.02	-0.04	0.09

Tabela B.4: Variação nas abundâncias de oxigênio ao subtrair um valor pré-determinado dos parâmetros estelares.

ID	$T_{ef}$	$\log g$	$v \sin i$	$\zeta_{RT}$	$\xi$	Erro final
ALS 45	0.16	-0.05	-0.03	-0.01	0.04	0.08
ALS 208	0.04	-0.02	-0.05	0.00	-0.03	0.03
ALS 384	0.19	-0.07	-0.04	-0.01	-0.04	0.09
ALS 404	0.20	-0.07	-0.05	-0.01	0.04	0.10
ALS 428	0.08	-0.03	-0.04	-0.01	-0.03	0.04
ALS 505	-0.06	0.03	-0.01	-0.01	0.02	0.03
ALS 506	0.09	-0.02	-0.02	-0.01	-0.01	0.04
ALS 510	0.15	-0.06	-0.06	-0.01	-0.02	0.08
ALS 634	0.23	-0.08	-0.04	-0.02	-0.03	0.11
ALS 644	0.15	-0.06	-0.02	0.00	-0.02	0.07
ALS 777	0.21	-0.10	-0.04	-0.01	0.07	0.11
ALS 904	0.15	-0.06	-0.01	-0.01	0.04	0.07
ALS 914	-0.02	0.03	-0.02	-0.02	0.05	0.03
ALS 921	0.06	0.00	-0.02	-0.01	0.02	0.03
ALS 8598	0.13	-0.04	-0.01	-0.01	0.06	0.07
ALS 9209	0.02	0.00	0.00	0.00	0.05	0.02
ALS 14007	0.22	-0.08	-0.03	-0.01	0.04	0.11
ALS 14013	0.13	-0.05	-0.01	-0.01	0.01	0.06
ALS 15608	0.04	-0.02	-0.01	-0.03	0.03	0.03
ALS 16106	0.16	-0.05	-0.01	0.00	-0.01	0.08
ALS 16107	0.24	-0.08	-0.04	0.00	0.06	0.12
ALS 16807	0.22	-0.08	-0.04	-0.04	-0.04	0.11
ALS 17694	-0.01	-0.01	0.00	0.00	-0.01	0.01
ALS 18020	-0.05	0.00	-0.03	-0.01	0.00	0.03
ALS 18674	-0.06	0.03	0.00	0.00	0.02	0.03
ALS 18679	-0.06	0.01	-0.04	-0.01	0.02	0.03
ALS 18681	-0.04	0.03	-0.05	0.00	0.04	0.04
ALS 18714	0.04	0.00	-0.04	0.00	0.03	0.03
ALS 19251	0.10	-0.04	-0.06	0.00	0.03	0.06
ALS 19264	0.21	-0.07	-0.04	0.00	0.06	0.10
HD 61068	0.14	-0.05	-0.01	-0.03	0.06	0.07
HD 63922	-0.07	0.08	0.00	-0.02	0.03	0.05
HD 74575	0.19	-0.08	-0.01	-0.04	0.04	0.10

# Lista de Figuras

1.1	Distribuição de $v \sin i$ em função do tipo espectral. . . . .	4
1.2	Comparação de $v \sin i$ entre estrelas de aglomerados e campo. . . . .	6
1.3	Diagrama de dispersão em $T_{\text{ef}} \times \log g_{\text{polar}}$ . . . . .	8
1.4	Coletânea de gradientes radiais disponíveis na literatura. . . . .	10
2.1	Posições heliocêntricas no plano Galáctico das estrelas observadas. . .	17
2.2	Exemplos de espectros de quatro estrelas da amostra do disco local . .	18
2.3	Espectros de <i>flat field</i> apresentando o defeito CCD . . . . .	20
2.4	Exemplo de espectros de estrelas da amostra na região $\lambda\lambda$ 4520–4590 Å. .	21
2.5	Exemplo de espectros de estrelas da amostra na região $\lambda\lambda$ 4660-4720 Å. .	22
3.1	Exemplos de espectros com indicação de binariedade. . . . .	24
3.2	Distribuição de temperatura fotométrica de ambas as amostras. . . .	26
4.1	Detecção e ajuste gaussiano de um espectro de lâmpada. . . . .	54
4.2	Mediana da LMA de cada ordem em função do comprimento de onda. . .	54
4.3	Posições heliocêntricas revisadas para as estrelas do disco externo. . .	56
5.1	Cobertura da grade de modelos atmosféricos adotada. . . . .	59
5.2	Fluxograma da metodologia usada na análise das estrelas. . . . .	61
5.3	Exemplo da degenerescência entre $v \sin i$ e km/s. . . . .	63
5.4	Exemplo do espectro sintético usado para teste. . . . .	66
5.5	Abundâncias adotadas dos íons de Si em função da temperatura. . . .	67
5.6	Abundâncias adotadas dos íons de O em função da temperatura. . . .	67
5.7	Valores $\log \epsilon(\text{Si III})$ versus largura equivalente para cinco valores de $\xi$ . .	69
5.8	Valores $\log \epsilon(\text{O II})$ versus largura equivalente para cinco valores de $\xi$ . .	70
5.9	Determinação do valor final da velocidade de microturbulência. . . . .	71
5.10	Síntese dos valores obtidos para o espectro de referência sem ruído. . .	72
5.11	Exemplo do espectro sintético com ruído usado para teste. . . . .	73
5.12	Abundâncias dos íons de Si em função da temperatura. . . . .	75

5.13	Abundâncias iônicas do O em função da temperatura. . . . .	75
5.14	Distribuição de $v \sin i$ do espectro sintético com ruído. . . . .	76
5.15	Distribuição de $\zeta_{RT}$ do espectro sintético com ruído. . . . .	76
5.16	Valores de $\log \epsilon(\text{Si III})$ versus largura equivalente para cinco valores da $\xi$ . . . . .	78
5.17	Valores de $\log \epsilon(\text{O II})$ versus largura equivalente para cinco valores da $\xi$ . . . . .	79
5.18	Determinação do valor final da velocidade de microturbulência. . . . .	80
5.19	Síntese dos valores obtidos para o espectro de referência com ruído. . . . .	80
5.20	Comparação entre os espectros observados e sintéticos da HD 61068. . . . .	82
5.21	Comparação entre os espectros observados e sintéticos da HD 63922. . . . .	83
5.22	Comparação entre os espectros observados e sintéticos da HD 74575. . . . .	83
6.1	Diagrama de $T_{\text{ef}}$ vs. $\log g$ , com trajetórias evolutivas. . . . .	87
6.2	Gráfico de $\log g$ vs. $\xi$ . . . . .	88
6.3	Gráfico de $v \sin i$ vs. $\zeta$ . . . . .	89
6.4	Valores de abundância de Si e O em função de $T_{\text{ef}}$ . . . . .	91
6.5	Resultados de $T_{\text{ef}}$ obtidos pelas linhas de Si e O. . . . .	92
6.6	Resultados de km/s obtidos pelas linhas de Si III e O II . . . . .	92
6.7	Comparação da velocidade radial das estrelas com a literatura. . . . .	95
6.8	Comparação da temperatura das estrelas com a literatura. . . . .	96
6.9	Comparação do $\log g$ das estrelas com a literatura. . . . .	97
6.10	Comparação de $v \sin i$ das estrelas com a literatura. . . . .	98
6.11	Comparação de abundâncias das estrelas com a literatura. . . . .	100
6.12	Gradientes radiais de abundâncias no disco Galáctico. . . . .	104
6.13	Comparação dos gradientes radiais. . . . .	105
6.14	Descrições dos gradientes radiais com modelos de duas zonas. . . . .	106
A.1	Espectro da estrela HD 61068. . . . .	113
A.2	Equilíbrio de ionização do silício da estrela HD 61068. . . . .	114
A.3	Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela HD 61068. . . . .	114
A.4	Distribuição dos valores obtidos para $v \sin i$ da HD 61068. . . . .	115
A.5	Distribuição dos valores obtidos para $\zeta$ da HD 61068. . . . .	115
A.6	$\log \epsilon(\text{Si})$ em função de $\xi$ para a estrela HD 61068. . . . .	116
A.7	$\log \epsilon(\text{O})$ em função de $\xi$ para a estrela HD 61068. . . . .	117
A.8	Determinação de $\xi$ para a estrela HD 61068. . . . .	118
A.9	Comparação entre os espectros observados e sintéticos da HD 61068. . . . .	118
A.10	Espectro da estrela HD 63922. . . . .	119
A.11	Equilíbrio de ionização do silício da estrela HD 63922. . . . .	120
A.12	Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela HD 63922. . . . .	120

A.13	Distribuição dos valores obtidos para $v \sin i$ da HD 63922. . . . .	121
A.14	Distribuição dos valores obtidos para $\zeta$ da HD 63922. . . . .	121
A.15	$\log \epsilon(\text{Si})$ em função de $\xi$ para a estrela HD 63922. . . . .	122
A.16	$\log \epsilon(\text{O})$ em função de $\xi$ para a estrela HD 63922. . . . .	123
A.17	Determinação de $\xi$ para a estrela HD 63922. . . . .	124
A.18	Comparação entre os espectros observados e sintéticos da HD 63922. . . . .	124
A.19	Espectro da estrela HD 74575. . . . .	125
A.20	Equilíbrio de ionização do silício da estrela HD 74575. . . . .	126
A.21	Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela HD 74575. . . . .	126
A.22	Distribuição dos valores obtidos para $v \sin i$ da HD 74575. . . . .	127
A.23	Distribuição dos valores obtidos para $\zeta$ da HD 74575. . . . .	127
A.24	$\log \epsilon(\text{Si})$ em função de $\xi$ para a estrela HD 74575. . . . .	128
A.25	$\log \epsilon(\text{O})$ em função de $\xi$ para a estrela HD 74575. . . . .	129
A.26	Determinação de $\xi$ para a estrela HD 74575. . . . .	130
A.27	Comparação entre os espectros observados e sintéticos da HD 74575. . . . .	130
A.28	Espectro da estrela ALS 45. . . . .	131
A.29	Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 45. . . . .	132
A.30	Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 45. . . . .	132
A.31	Distribuição dos valores obtidos para $v \sin i$ da ALS 45. . . . .	133
A.32	Distribuição dos valores obtidos para $\zeta$ da ALS 45. . . . .	133
A.33	$\log \epsilon(\text{Si})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 45. . . . .	134
A.34	$\log \epsilon(\text{O})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 45. . . . .	135
A.35	Determinação de $\xi$ para a estrela ALS 45. . . . .	136
A.36	Comparação entre os espectros observados e sintéticos da ALS 45. . . . .	136
A.37	Espectro da estrela ALS 208. . . . .	137
A.38	Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 208. . . . .	138
A.39	Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 208. . . . .	138
A.40	Distribuição dos valores obtidos para $v \sin i$ da ALS 208. . . . .	139
A.41	Distribuição dos valores obtidos para $\zeta$ da ALS 208. . . . .	139
A.42	$\log \epsilon(\text{Si})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 208. . . . .	140
A.43	$\log \epsilon(\text{O})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 208. . . . .	141
A.44	Determinação de $\xi$ para a estrela ALS 208. . . . .	142
A.45	Comparação entre os espectros observados e sintéticos da ALS 208. . . . .	142
A.46	Espectro da estrela ALS 384. . . . .	143
A.47	Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 384. . . . .	144
A.48	Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 384. . . . .	144
A.49	Distribuição dos valores obtidos para $v \sin i$ da ALS 384. . . . .	145

A.50	Distribuição dos valores obtidos para $\zeta$ da ALS 384. . . . .	145
A.51	$\log \epsilon(\text{Si})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 384. . . . .	146
A.52	$\log \epsilon(\text{O})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 384. . . . .	147
A.53	Determinação de $\xi$ para a estrela ALS 384. . . . .	148
A.54	Comparação entre os espectros observados e sintéticos da ALS 384. . . . .	148
A.55	Espectro da estrela ALS 404. . . . .	149
A.56	Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 404. . . . .	150
A.57	Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 404. . . . .	150
A.58	Distribuição dos valores obtidos para $v \sin i$ da ALS 404. . . . .	151
A.59	Distribuição dos valores obtidos para $\zeta$ da ALS 404. . . . .	151
A.60	$\log \epsilon(\text{Si})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 404. . . . .	152
A.61	$\log \epsilon(\text{O})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 404. . . . .	153
A.62	Determinação de $\xi$ para a estrela ALS 404. . . . .	154
A.63	Comparação entre os espectros observados e sintéticos da ALS 404. . . . .	154
A.64	Espectro da estrela ALS 428. . . . .	155
A.65	Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 428. . . . .	156
A.66	Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 428. . . . .	156
A.67	Distribuição dos valores obtidos para $v \sin i$ da ALS 428. . . . .	157
A.68	Distribuição dos valores obtidos para $\zeta$ da ALS 428. . . . .	157
A.69	$\log \epsilon(\text{Si})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 428. . . . .	158
A.70	$\log \epsilon(\text{O})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 428. . . . .	159
A.71	Determinação de $\xi$ para a estrela ALS 428. . . . .	160
A.72	Comparação entre os espectros observados e sintéticos da ALS 428. . . . .	160
A.73	Espectro da estrela ALS 505. . . . .	161
A.74	Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 505. . . . .	162
A.75	Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 505. . . . .	162
A.76	Distribuição dos valores obtidos para $v \sin i$ da ALS 505. . . . .	163
A.77	Distribuição dos valores obtidos para $\zeta$ da ALS 505. . . . .	163
A.78	$\log \epsilon(\text{Si})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 505. . . . .	164
A.79	$\log \epsilon(\text{O})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 505. . . . .	165
A.80	Determinação de $\xi$ para a estrela ALS 505. . . . .	166
A.81	Comparação entre os espectros observados e sintéticos da ALS 505. . . . .	166
A.82	Espectro da estrela ALS 506. . . . .	167
A.83	Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 506. . . . .	168
A.84	Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 506. . . . .	168
A.85	Distribuição dos valores obtidos para $v \sin i$ da ALS 506. . . . .	169
A.86	Distribuição dos valores obtidos para $\zeta$ da ALS 506. . . . .	169



A.87	$\log \epsilon(\text{Si})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 506. . . . .	170
A.88	$\log \epsilon(\text{O})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 506. . . . .	171
A.89	Determinação de $\xi$ para a estrela ALS 506. . . . .	172
A.90	Comparação entre os espectros observados e sintéticos da ALS 506. . . . .	172
A.91	Espectro da estrela ALS 510. . . . .	173
A.92	Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 510. . . . .	174
A.93	Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 510. . . . .	174
A.94	Distribuição dos valores obtidos para $v \sin i$ da ALS 510. . . . .	175
A.95	Distribuição dos valores obtidos para $\zeta$ da ALS 510. . . . .	175
A.96	$\log \epsilon(\text{Si})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 510. . . . .	176
A.97	$\log \epsilon(\text{O})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 510. . . . .	177
A.98	Determinação de $\xi$ para a estrela ALS 510. . . . .	178
A.99	Comparação entre os espectros observados e sintéticos da ALS 510. . . . .	178
A.100	Espectro da estrela ALS 634. . . . .	179
A.101	Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 634. . . . .	180
A.102	Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 634. . . . .	180
A.103	Distribuição dos valores obtidos para $v \sin i$ da ALS 634. . . . .	181
A.104	Distribuição dos valores obtidos para $\zeta$ da ALS 634. . . . .	181
A.105	$\log \epsilon(\text{Si})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 634. . . . .	182
A.106	$\log \epsilon(\text{O})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 634. . . . .	183
A.107	Determinação de $\xi$ para a estrela ALS 634. . . . .	184
A.108	Comparação entre os espectros observados e sintéticos da ALS 634. . . . .	184
A.109	Espectro da estrela ALS 644. . . . .	185
A.110	Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 644. . . . .	186
A.111	Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 644. . . . .	186
A.112	Distribuição dos valores obtidos para $v \sin i$ da ALS 644. . . . .	187
A.113	Distribuição dos valores obtidos para $\zeta$ da ALS 644. . . . .	187
A.114	$\log \epsilon(\text{Si})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 644. . . . .	188
A.115	$\log \epsilon(\text{O})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 644. . . . .	189
A.116	Determinação de $\xi$ para a estrela ALS 644. . . . .	190
A.117	Comparação entre os espectros observados e sintéticos da ALS 644. . . . .	190
A.118	Espectro da estrela ALS 777. . . . .	191
A.119	Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 777. . . . .	192
A.120	Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 777. . . . .	192
A.121	Distribuição dos valores obtidos para $v \sin i$ da ALS 777. . . . .	193
A.122	Distribuição dos valores obtidos para $\zeta$ da ALS 777. . . . .	193
A.123	$\log \epsilon(\text{Si})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 777. . . . .	194

A.124	$\log \epsilon(\text{O})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 777. . . . .	195
A.125	Determinação de $\xi$ para a estrela ALS 777. . . . .	196
A.126	Comparação entre os espectros observados e sintéticos da ALS 777. . . . .	196
A.127	Espectro da estrela ALS 904. . . . .	197
A.128	Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 904. . . . .	198
A.129	Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 904. . . . .	198
A.130	Distribuição dos valores obtidos para $v \sin i$ da ALS 904. . . . .	199
A.131	Distribuição dos valores obtidos para $\zeta$ da ALS 904. . . . .	199
A.132	$\log \epsilon(\text{Si})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 904. . . . .	200
A.133	$\log \epsilon(\text{O})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 904. . . . .	201
A.134	Determinação de $\xi$ para a estrela ALS 904. . . . .	202
A.135	Comparação entre os espectros observados e sintéticos da ALS 904. . . . .	202
A.136	Espectro da estrela ALS 914. . . . .	203
A.137	Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 914. . . . .	204
A.138	Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 914. . . . .	204
A.139	Distribuição dos valores obtidos para $v \sin i$ da ALS 914. . . . .	205
A.140	Distribuição dos valores obtidos para $\zeta$ da ALS 914. . . . .	205
A.141	$\log \epsilon(\text{Si})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 914. . . . .	206
A.142	$\log \epsilon(\text{O})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 914. . . . .	207
A.143	Determinação de $\xi$ para a estrela ALS 914. . . . .	208
A.144	Comparação entre os espectros observados e sintéticos da ALS 914. . . . .	208
A.145	Espectro da estrela ALS 921. . . . .	209
A.146	Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 921. . . . .	210
A.147	Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 921. . . . .	210
A.148	Distribuição dos valores obtidos para $v \sin i$ da ALS 921. . . . .	211
A.149	Distribuição dos valores obtidos para $\zeta$ da ALS 921. . . . .	211
A.150	$\log \epsilon(\text{Si})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 921. . . . .	212
A.151	$\log \epsilon(\text{O})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 921. . . . .	213
A.152	Determinação de $\xi$ para a estrela ALS 921. . . . .	214
A.153	Comparação entre os espectros observados e sintéticos da ALS 921. . . . .	214
A.154	Espectro da estrela ALS 8598. . . . .	215
A.155	Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 8598. . . . .	216
A.156	Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 8598. . . . .	216
A.157	Distribuição dos valores obtidos para $v \sin i$ da ALS 8598. . . . .	217
A.158	Distribuição dos valores obtidos para $\zeta$ da ALS 8598. . . . .	217
A.159	$\log \epsilon(\text{Si})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 8598. . . . .	218
A.160	$\log \epsilon(\text{O})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 8598. . . . .	219

A.161	Determinação de $\xi$ para a estrela ALS 8598. . . . .	220
A.162	Comparação entre os espectros observados e sintéticos da ALS 8598. . . . .	220
A.163	Espectro da estrela ALS 9209. . . . .	221
A.164	Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 9209. . . . .	222
A.165	Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 9209. . . . .	222
A.166	Distribuição dos valores obtidos para $v \sin i$ da ALS 9209. . . . .	223
A.167	Distribuição dos valores obtidos para $\zeta$ da ALS 9209. . . . .	223
A.168	$\log \epsilon(\text{Si})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 9209. . . . .	224
A.169	$\log \epsilon(\text{O})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 9209. . . . .	225
A.170	Determinação de $\xi$ para a estrela ALS 9209. . . . .	226
A.171	Comparação entre os espectros observados e sintéticos da ALS 9209. . . . .	226
A.172	Espectro da estrela ALS 14007. . . . .	227
A.173	Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 14007. . . . .	228
A.174	Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 14007. . . . .	228
A.175	Distribuição dos valores obtidos para $v \sin i$ da ALS 14007. . . . .	229
A.176	Distribuição dos valores obtidos para $\zeta$ da ALS 14007. . . . .	229
A.177	$\log \epsilon(\text{Si})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 14007. . . . .	230
A.178	$\log \epsilon(\text{O})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 14007. . . . .	231
A.179	Determinação de $\xi$ para a estrela ALS 14007. . . . .	232
A.180	Comparação entre os espectros observados e sintéticos da ALS 14007. . . . .	232
A.181	Espectro da estrela ALS 14013. . . . .	233
A.182	Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 14013. . . . .	234
A.183	Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 14013. . . . .	234
A.184	Distribuição dos valores obtidos para $v \sin i$ da ALS 14013. . . . .	235
A.185	Distribuição dos valores obtidos para $\zeta$ da ALS 14013. . . . .	235
A.186	$\log \epsilon(\text{Si})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 14013. . . . .	236
A.187	$\log \epsilon(\text{O})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 14013. . . . .	237
A.188	Determinação de $\xi$ para a estrela ALS 14013. . . . .	238
A.189	Comparação entre os espectros observados e sintéticos da ALS 14013. . . . .	238
A.190	Espectro da estrela ALS 15608. . . . .	239
A.191	Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 15608. . . . .	240
A.192	Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 15608. . . . .	240
A.193	Distribuição dos valores obtidos para $v \sin i$ da ALS 15608. . . . .	241
A.194	Distribuição dos valores obtidos para $\zeta$ da ALS 15608. . . . .	241
A.195	$\log \epsilon(\text{Si})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 15608. . . . .	242
A.196	$\log \epsilon(\text{O})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 15608. . . . .	243
A.197	Determinação de $\xi$ para a estrela ALS 15608. . . . .	244

A.198	Comparação entre os espectros observados e sintéticos da ALS 15608.	244
A.199	Espectro da estrela ALS 16106. . . . .	245
A.200	Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 16106. . . . .	246
A.201	Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 16106. . . . .	246
A.202	Distribuição dos valores obtidos para $v \sin i$ da ALS 16106. . . . .	247
A.203	Distribuição dos valores obtidos para $\zeta$ da ALS 16106. . . . .	247
A.204	$\log \epsilon(\text{Si})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 16106. . . . .	248
A.205	$\log \epsilon(\text{O})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 16106. . . . .	249
A.206	Determinação de $\xi$ para a estrela ALS 16106. . . . .	250
A.207	Comparação entre os espectros observados e sintéticos da ALS 16106.	250
A.208	Espectro da estrela ALS 16107. . . . .	251
A.209	Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 16107. . . . .	252
A.210	Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 16107. . . . .	252
A.211	Distribuição dos valores obtidos para $v \sin i$ da ALS 16107. . . . .	253
A.212	Distribuição dos valores obtidos para $\zeta$ da ALS 16107. . . . .	253
A.213	$\log \epsilon(\text{Si})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 16107. . . . .	254
A.214	$\log \epsilon(\text{O})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 16107. . . . .	255
A.215	Determinação de $\xi$ para a estrela ALS 16107. . . . .	256
A.216	Comparação entre os espectros observados e sintéticos da ALS 16107.	256
A.217	Espectro da estrela ALS 16807. . . . .	257
A.218	Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 16807. . . . .	258
A.219	Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 16807. . . . .	258
A.220	Distribuição dos valores obtidos para $v \sin i$ da ALS 16807. . . . .	259
A.221	Distribuição dos valores obtidos para $\zeta$ da ALS 16807. . . . .	259
A.222	$\log \epsilon(\text{Si})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 16807. . . . .	260
A.223	$\log \epsilon(\text{O})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 16807. . . . .	261
A.224	Determinação de $\xi$ para a estrela ALS 16807. . . . .	262
A.225	Comparação entre os espectros observados e sintéticos da ALS 16807.	262
A.226	Espectro da estrela ALS 17694. . . . .	263
A.227	Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 17694. . . . .	264
A.228	Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 17694. . . . .	264
A.229	Distribuição dos valores obtidos para $v \sin i$ da ALS 17694. . . . .	265
A.230	Distribuição dos valores obtidos para $\zeta$ da ALS 17694. . . . .	265
A.231	$\log \epsilon(\text{Si})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 17694. . . . .	266
A.232	$\log \epsilon(\text{O})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 17694. . . . .	267
A.233	Determinação de $\xi$ para a estrela ALS 17694. . . . .	268
A.234	Comparação entre os espectros observados e sintéticos da ALS 17694.	268

A.235	Espectro da estrela ALS 18020. . . . .	269
A.236	Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 18020. . . . .	270
A.237	Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 18020. . . . .	270
A.238	Distribuição dos valores obtidos para $v \sin i$ da ALS 18020. . . . .	271
A.239	Distribuição dos valores obtidos para $\zeta$ da ALS 18020. . . . .	271
A.240	$\log \epsilon(\text{Si})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 18020. . . . .	272
A.241	$\log \epsilon(\text{O})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 18020. . . . .	273
A.242	Determinação de $\xi$ para a estrela ALS 18020. . . . .	274
A.243	Comparação entre os espectros observados e sintéticos da ALS 18020. . . . .	274
A.244	Espectro da estrela ALS 18674. . . . .	275
A.245	Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 18674. . . . .	276
A.246	Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 18674. . . . .	276
A.247	Distribuição dos valores obtidos para $v \sin i$ da ALS 18674. . . . .	277
A.248	Distribuição dos valores obtidos para $\zeta$ da ALS 18674. . . . .	277
A.249	$\log \epsilon(\text{Si})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 18674. . . . .	278
A.250	$\log \epsilon(\text{O})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 18674. . . . .	279
A.251	Determinação de $\xi$ para a estrela ALS 18674. . . . .	280
A.252	Comparação entre os espectros observados e sintéticos da ALS 18674. . . . .	280
A.253	Espectro da estrela ALS 18679. . . . .	281
A.254	Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 18679. . . . .	282
A.255	Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 18679. . . . .	282
A.256	Distribuição dos valores obtidos para $v \sin i$ da ALS 18679. . . . .	283
A.257	Distribuição dos valores obtidos para $\zeta$ da ALS 18679. . . . .	283
A.258	$\log \epsilon(\text{Si})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 18679. . . . .	284
A.259	$\log \epsilon(\text{O})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 18679. . . . .	285
A.260	Determinação de $\xi$ para a estrela ALS 18679. . . . .	286
A.261	Comparação entre os espectros observados e sintéticos da ALS 18679. . . . .	286
A.262	Espectro da estrela ALS 18681. . . . .	287
A.263	Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 18681. . . . .	288
A.264	Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 18681. . . . .	288
A.265	Distribuição dos valores obtidos para $v \sin i$ da ALS 18681. . . . .	289
A.266	Distribuição dos valores obtidos para $\zeta$ da ALS 18681. . . . .	289
A.267	$\log \epsilon(\text{Si})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 18681. . . . .	290
A.268	$\log \epsilon(\text{O})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 18681. . . . .	291
A.269	Determinação de $\xi$ para a estrela ALS 18681. . . . .	292
A.270	Comparação entre os espectros observados e sintéticos da ALS 18681. . . . .	292
A.271	Espectro da estrela ALS 18714. . . . .	293

A.272	Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 18714. . . . .	294
A.273	Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 18714. . . . .	294
A.274	Distribuição dos valores obtidos para $v \sin i$ da ALS 18714. . . . .	295
A.275	Distribuição dos valores obtidos para $\zeta$ da ALS 18714. . . . .	295
A.276	$\log \epsilon(\text{Si})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 18714. . . . .	296
A.277	$\log \epsilon(\text{O})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 18714. . . . .	297
A.278	Determinação de $\xi$ para a estrela ALS 18714. . . . .	298
A.279	Comparação entre os espectros observados e sintéticos da ALS 18714. . . . .	298
A.280	Espectro da estrela ALS 19251. . . . .	299
A.281	Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 19251. . . . .	300
A.282	Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 19251. . . . .	300
A.283	Distribuição dos valores obtidos para $v \sin i$ da ALS 19251. . . . .	301
A.284	Distribuição dos valores obtidos para $\zeta$ da ALS 19251. . . . .	301
A.285	$\log \epsilon(\text{Si})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 19251. . . . .	302
A.286	$\log \epsilon(\text{O})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 19251. . . . .	303
A.287	Determinação de $\xi$ para a estrela ALS 19251. . . . .	304
A.288	Comparação entre os espectros observados e sintéticos da ALS 19251. . . . .	304
A.289	Espectro da estrela ALS 19264. . . . .	305
A.290	Equilíbrio de ionização do silício da estrela ALS 19264. . . . .	306
A.291	Equilíbrio de ionização do oxigênio da estrela ALS 19264. . . . .	306
A.292	Distribuição dos valores obtidos para $v \sin i$ da ALS 19264. . . . .	307
A.293	Distribuição dos valores obtidos para $\zeta$ da ALS 19264. . . . .	307
A.294	$\log \epsilon(\text{Si})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 19264. . . . .	308
A.295	$\log \epsilon(\text{O})$ em função de $\xi$ para a estrela ALS 19264. . . . .	309
A.296	Determinação de $\xi$ para a estrela ALS 19264. . . . .	310
A.297	Comparação entre os espectros observados e sintéticos da ALS 19264. . . . .	310

# Lista de Tabelas

1.1	Compilação de gradientes radiais para estrelas OB. . . . .	9
4.1	Distâncias galactocêntricas para as estrelas da subamostra. . . . .	57
5.1	Lista de linhas espectrais usado na análise química das nossas estrelas. . . . .	81
5.2	Parâmetros das estrelas de calibração. . . . .	82
6.1	Tabela com valores finais dos parâmetros das estrelas da amostra. . . . .	85
6.2	Tabela com valores de $\log g$ para as estrelas da amostra. . . . .	86
B.1	Variação em $\log \epsilon(\text{Si})$ ao adicionar $\delta$ aos parâmetros estelares. . . . .	312
B.2	Variação em $\log \epsilon(\text{Si})$ ao subtrair $\delta$ dos parâmetros estelares. . . . .	313
B.3	Variação em $\log \epsilon(\text{O})$ ao adicionar $\delta$ aos parâmetros estelares. . . . .	314
B.4	Variação em $\log \epsilon(\text{O})$ ao subtrair $\delta$ dos parâmetros estelares. . . . .	315

# Lista de Abreviações

Símbolo	Descrição
---------	-----------

---

CCD	dispositivo de carga acoplada ( <i>Charge-Coupled Device</i> )
DAM	Desvio Absoluto da Mediana
ETL	Equilíbrio Termodinâmico Local
LMA	largura à meia altura
PI	Perfil Instrumental
S/R	razão sinal-ruído



# Lista de Símbolos

Símbolo	Descrição	Unidade
$R_g$	<b>Distância Galactocêntrica.</b> Distância de um objeto ao centro Galáctico.	kpc
$T_{\text{ef}}$	<b>Temperatura Efetiva.</b> A $T_{\text{ef}}$ de um objeto celeste é definida como a temperatura de um coprono negro que emitiria a mesma radiação eletromagnética do objeto em questão.	K
$W_\lambda$	<b>Largura equivalente.</b> É a medida da área de uma linha espectral em um gráfico de comprimento de onda versus intensidade. É definido como a largura de um retângulo que possui altura igual ao contínuo e área igual ao da linha espectral.	mÅ
$\chi^2$	Define-se $\chi^2 = \sum_{i=1}^k [O_i - E_i]^2 / E_i$ , em que $O_i$ é a $i$ -ésima componente do vetor de dados observados, $O$ , e $E_i$ é a $i$ -ésima componente do vetor de dados esperados, $E$ .	–
$\log g$	<b>Logaritmo da gravidade superficial da estrela.</b> Os valores estão apresentados no sistema CGS de unidade.	dex
$\xi$	<b>Velocidade de microturbulência.</b> Parâmetro <i>ad hoc</i> de alargamento do perfil da linha espectral cujo intuito é ajustar o mesmo valor de abundâncias para todas as linhas espectrais de um certo elemento químico.	km/s
$\zeta$	<b>Velocidade de macroturbulência.</b> Parâmetro de alargamento do perfil da linha espectral. Atua principalmente nas asas das linhas espectrais. Uma explicação física ainda é discutida.	km/s
$v \sin i$	<b>Velocidade rotacional projetada</b> na linha de visada do observador.	km/s

# Referências Bibliográficas

- Aerts, C., Puls, J., Godart, M., & Dupret, M.-A. 2009, *Astronomy and Astrophysics*, 508, 409
- Afflerbach, A., Churchwell, E., & Werner, M. W. 1997, *The Astrophysical Journal*, 478, 190
- Asplund, M. & Collet, R. 2003, in *ASP Conference Proceedings*, Vol. 293, 197
- Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A. J., & Scott, P. 2009, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 47, 481
- Balsler, D. S., Rood, R. T., Bania, T. M., & Anderson, L. D. 2011, *The Astrophysical Journal*, 738, 27
- Bernstein, R., Shectman, S. A., Gunnels, S. M., Mochnecki, S., & Athey, A. E. 2003, in *Instrument Design and Performance for Optical/Infrared Ground-based Telescopes*, ed. M. Iye & A. F. M. Moorwood, Vol. 4841, 1694–1704
- Bica, E., Bonatto, C., & Dutra, C. M. 2008, *Astronomy and Astrophysics*, 489, 1129
- Blitz, L., Fich, M., & Stark, A. A. 1982, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 49, 183
- Bonatto, C. & Bica, E. 2011, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 414, 3769
- Bragança, G. A. 2011, PhD thesis, Observatório Nacional/MCT
- Bragança, G. A., Daflon, S., Cunha, K., Bensby, T., Oey, M. S., & Walth, G. 2012, *The Astronomical Journal*, 144, 130
- Butler, K. & Giddings, J. R. 1985, *Newsletter of Analysis of Astronomical Spectra*, 9
- Daflon, S. & Cunha, K. 2004, *The Astrophysical Journal*, 617, 1115

- Daflon, S., Cunha, K., & Butler, K. 2004, *The Astrophysical Journal*, 604, 362
- Daflon, S., Cunha, K., de Araújo, F. X., Wolff, S. C., & Przybilla, N. 2007, *The Astronomical Journal*, 134, 1570
- de Mink, S. E., Langer, N., Izzard, R. G., Sana, H., & de Koter, A. 2013, *The Astrophysical Journal*, 764, 166
- Duflot, M., Figon, P., & Meyssonier, N. 1995, *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 269
- Eggleton, P. P. & Tokovinin, A. A. 2008, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 389, 869
- Ekström, S., Georgy, C., Eggenberger, P., Meynet, G., Mowlavi, N., Wyttenbach, A., Granada, A., Decressin, T., Hirschi, R., Frischknecht, U., Charbonnel, C., & Maeder, A. 2012, *Astronomy and Astrophysics*, 537, A146
- Fitzgerald, M. P. 1970, *Astronomy and Astrophysics*, 4, 234
- Fitzsimmons, A., Brown, P. J. F., Dufton, P. L., & Lennon, D. J. 1990, *Astronomy and Astrophysics (ISSN 0004-6361)*, 232, 437
- Fitzsimmons, A., Dufton, P. L., & Rolleston, W. R. J. 1992, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society (ISSN 0035-8711)*, 259, 489
- Frinchaboy, P. M., Thompson, B., Jackson, K. M., O'Connell, J., Meyer, B., Zasowski, G., Majewski, S. R., Chojnowski, S. D., Johnson, J. A., Allende Prieto, C., Beers, T. C., Bizyaev, D., Brewington, H., Cunha, K., Ebelke, G., García Pérez, A. E., Hearty, F. R., Holtzman, J., Kinemuchi, K., Malanushenko, E., Malanushenko, V., Marchante, M., Mészáros, S., Muna, D., Nidever, D. L., Oravetz, D., Pan, K., Schiavon, R. P., Schneider, D. P., Shetrone, M., Simmons, A., Snedden, S., Smith, V. V., & Wilson, J. C. 2013, *The Astrophysical Journal*, 777, L1
- Fritz, T. K., Gillessen, S., Dodds-Eden, K., Lutz, D., Genzel, R., Raab, W., Ott, T., Pfuhl, O., Eisenhauer, F., & Yusef-Zadeh, F. 2011, *The Astrophysical Journal*, 737, 73
- Garmany, C. D., Glaspey, J. W., Bragança, G. A., Daflon, S., Borges Fernandes, M., Oey, M. S., Bensby, T., & Cunha, K. 2015, *The Astronomical Journal*, 150, 41
- Gehren, T., Kudritzki, R. P., Butler, K., & Nissen, P. E. 1985, in *Proceedings of ESO Workshop in "Production and Distribution of C, N, O elements"*, 171–185

- Genovali, K., Lemasle, B., da Silva, R., Bono, G., Fabrizio, M., Bergemann, M., Buonanno, R., Ferraro, I., François, P., Iannicola, G., Inno, L., Laney, C. D., Kudritzki, R.-P., Matsunaga, N., Nonino, M., Primas, F., Romaniello, M., Urbaneja, M. A., & Thévenin, F. 2015, *Astronomy and Astrophysics*, 580, A17
- Giddings, J. R. 1981, PhD thesis
- Gray, D. F. 2008, *The Observation and Analysis of Stellar Photospheres*
- Groenewegen, M. A. T., Udalski, A., & Bono, G. 2008, *Astronomy and Astrophysics*, 481, 441
- Gummersbach, C. A., Kaufer, A., Schaefer, D. R., Szeifert, T., & Wolf, B. 1998, *Astronomy and Astrophysics*, 338, 881
- Guthrie, B. N. G. 1982, *Royal Astronomical Society*, 198, 795
- Hardorp, J., Theile, I., & Voigt, H. H. 1964, *Hamburger Sternw.*
- Hensberge, H., Pavlovski, K., & Verschueren, W. 2000, *Astronomy and Astrophysics*, 358, 553
- Hron, J., Maitzen, H. M., Moffat, A. F. J., Schmidt-Kaler, T., & Vogt, N. 1985, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series (ISSN 0365-0138)*, 60, 355
- Huang, W. & Gies, D. R. 2006a, *The Astrophysical Journal*, 648, 580
- . 2006b, *The Astrophysical Journal*, 648, 591
- . 2008, *The Astrophysical Journal*, 683, 1045
- Huang, W., Gies, D. R., & McSwain, M. V. 2010, *The Astrophysical Journal*, 722, 605
- Hubeny, I. 2010, in *GRADUATE SCHOOL IN ASTRONOMY: XIV Special Courses at the National Observatory of Rio de Janeiro. AIP Conference Proceedings*, ed. R. Dupke, J. Alcaniz, R. de La Reza, & S. Daffon, Vol. 1268 (Rio de Janeiro: AIP Conference Proceedings), 71–115
- Hunter, I., Dufton, P. L., Smartt, S. J., Ryans, R. S. I., Evans, C. J., Lennon, D. J., Trundle, C., Hubeny, I., & Lanz, T. 2007, *Astronomy and Astrophysics*, 466, 277
- Kaufer, A., Szeifert, T., Krenzin, R., Baschek, B., & Wolf, B. 1994, *Astronomy and Astrophysics*, 289, 740

- Kharchenko, N. V., Piskunov, A. E., Schilbach, E., Röser, S., & Scholz, R.-D. 2013, *Astronomy and Astrophysics*, 558, A53
- Kilian-Montenbruck, J., Gehren, T., & Nissen, P. E. 1994, *Astronomy and Astrophysics* (ISSN 0004-6361), 291, 757
- Kurucz, R. 1993, *ATLAS9 Stellar Atmosphere Programs and 2 km/s grid*.
- Lanz, T. & Hubeny, I. 2003, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 146, 417
- . 2007, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 169, 83
- Lefèvre, L., Marchenko, S. V., Moffat, a. F. J., & Acker, a. 2009, *Astronomy and Astrophysics*, 507, 1141
- Lemasle, B., François, P., Genovali, K., Kovtyukh, V. V., Bono, G., Inno, L., Laney, C. D., Kaper, L., Bergemann, M., Fabrizio, M., Matsunaga, N., Pedicelli, S., Primas, F., & Romaniello, M. 2013, *Astronomy and Astrophysics*, 558, A31
- Liu, T., Janes, K. A., & Bania, T. M. 1991, *The Astronomical Journal*, 102, 1103
- Luck, R. E., Andrievsky, S. M., Kovtyukh, V. V., Gieren, W., & Graczyk, D. 2011, *The Astronomical Journal*, 142, 51
- Luck, R. E. & Lambert, D. L. 2011, *The Astronomical Journal*, 142, 136
- Markova, N., Puls, J., Simón-Díaz, S., Herrero, A., Markov, H., & Langer, N. 2014, *Astronomy and Astrophysics*, 562, A37
- Massey, P., Silkey, M., Garmany, C. D., & Degioia-Eastwood, K. 1989, *The Astronomical Journal*, 97, 107
- Meynet, G. & Maeder, A. 2000, *Astronomy and Astrophysics*, 361, 101
- Moffat, A. F. J., Jackson, P. D., & Fitzgerald, M. P. 1979, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 38, 197
- Moitinho, A., Vazquez, R. A., Carraro, G., Baume, G., Giorgi, E. E., & Lyra, W. 2006, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters*, 368, L77
- Nassau, J. J. & Stephenson, C. B. 1963, *Hamburger Sternw.*
- Nassau, J. J., Stephenson, C. B., & McConnell, D. J. 1965, *Hamburger Sternw.*
- Nieva, M. F. & Przybilla, N. 2007, *Astronomy and Astrophysics*, 467, 295

- . 2012, *Astronomy and Astrophysics*, 539, A143
- Pavlovski, K. & Hensberge, H. 2010, *Binaries - Key to Comprehension of the Universe. Proceedings of a conference held June 8-12*
- Perryman, M. A. C., Lindegren, L., Kovalevsky, J., Hoeg, E., Bastian, U., Bernacca, P. L., Crézé, M., Donati, F., Grenon, M., Grewing, M., van Leeuwen, F., van der Marel, H., Mignard, F., Murray, C. A., Le Poole, R. S., Schrijver, H., Turon, C., Arenou, F., Froeschlé, M., & Petersen, C. S. 1997, *Astronomy and Astrophysics*, 323, 49
- Quiroza, C., Rood, R. T., Balser, D. S., & Bania, T. M. 2006, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 165, 338
- Reed, B. C. 1998, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 115, 271
- . 2003, *The Astronomical Journal*, 125, 2531
- Rolleston, W. R. J., Smartt, S. J., Dufton, P. L., & Ryans, R. S. I. 2000, *Astronomy and Astrophysics*, 363, 537
- Rudolph, A. L., Fich, M., Bell, G. R., Norsen, T., Simpson, J. P., Haas, M. R., & Erickson, E. F. 2006, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 162, 346
- Russeil, D., Adami, C., & Georgelin, Y. M. 2007, *Astronomy and Astrophysics*, 470, 161
- Sana, H., de Koter, A., de Mink, S. E., Dunstall, P. R., Evans, C. J., Hénault-Brunet, V., Maíz Apellániz, J., Ramírez-Agudelo, O. H., Taylor, W. D., Walborn, N. R., Clark, J. S., Crowther, P. A., Herrero, A., Gieles, M., Langer, N., Lennon, D. J., & Vink, J. S. 2013, *Astronomy and Astrophysics*, 550, A107
- Sana, H., de Mink, S. E., de Koter, A., Langer, N., Evans, C. J., Gieles, M., Gosset, E., Izzard, R. G., Le Bouquin, J.-B., & Schneider, F. R. N. 2012, *Science (New York, N.Y.)*, 337, 444
- Siebert, A., Williams, M. E. K., Siviero, A., Reid, W., Boeche, C., Steinmetz, M., Fulbright, J., Munari, U., Zwitter, T., Watson, F. G., Wyse, R. F. G., de Jong, R. S., Enke, H., Anguiano, B., Burton, D., Cass, C. J. P., Fiegert, K., Hartley, M., Ritter, A., Russel, K. S., Stupar, M., Bienaymé, O., Freeman, K. C., Gilmore, G., Grebel, E. K., Helmi, A., Navarro, J. F., Binney, J., Bland-Hawthorn, J., Campbell, R., Famaey, B., Gerhard, O., Gibson, B. K., Matijevič, G., Parker, Q. A., Seabroke,

- G. M., Sharma, S., Smith, M. C., & Wylie-de Boer, E. 2011, *The Astronomical Journal*, 141, 187
- Simón-Díaz, S. 2011, *Société Royale des Sciences de Liège*, 80, 86
- Simón-Díaz, S. & Herrero, A. 2014, *Astronomy and Astrophysics* *Astrrophysics*, 562, A135
- Simón-Díaz, S., Herrero, A., Uytterhoeven, K., Castro, N., Aerts, C., & Puls, J. 2010, *The Astrophysical Journal*, 720, L174
- Smartt, S. J., Dufton, P. L., & Rolleston, W. R. J. 1996a, *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 116, 483
- . 1996b, *Astronomy and Astrophysics*, 310, 123
- Smartt, S. J. & Rolleston, W. R. J. 1997, *The Astrophysical Journal*, 481, L47
- Smartt, S. J., Venn, K. A., Dufton, P. L., Lennon, D. J., Rolleston, W. R. J., & Keenan, F. P. 2001, *Astronomy and Astrophysics*, 367, 86
- Stephenson, C. B. & Sanduleak, N. 1971, *Publication of the Warner and Swasey Observatory*
- Stock, J., Nassau, J. J., & Stephenson, C. B. 1960, *Hamburger Sternw.*
- Suárez Mascareño, A., Rebolo, R., González Hernández, J. I., & Esposito, M. 2015, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 452, 2745
- Tetzlaff, N., Neuhäuser, R., & Hohle, M. M. 2011, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 410, 190
- Twarog, B. A., Ashman, K. M., & Anthony-Twarog, B. J. 1997, *The Astronomical Journal*, 114, 2556
- van Leeuwen, F. 2007, *Astronomy and Astrophysics*, 474, 653
- Vázquez, R. A., Moitinho, A., Carraro, G., & Dias, W. S. 2010, *Astronomy and Astrophysics*, 511, A38
- Wolff, S. C., Edwards, S., & Preston, G. W. 1982, *The Astrophysical Journal*, 252, 322
- Wolff, S. C., Strom, S. E., Dror, D., & Venn, K. 2007, *The Astronomical Journal*, 133, 1092

Wu, Z.-Y., Zhou, X., Ma, J., & Du, C.-H. 2009, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 399, 2146

Yong, D., Carney, B. W., de Almeida, M. L. T., & Pohl, B. L. 2006, *The Astronomical Journal*, 131, 2256