

Universidade Federal de Sergipe
Centro de Ciências da Tecnologia e da Terra
Departamento de Física

Laize Abreu Gemelli

**Análise multitécnica dos parâmetros
fotoféricos de Achernar:
interferometria e espectroscopia**

São Cristóvão

2025

Laize Abreu Gemelli

**Análise multitécnica dos parâmetros
fotoféricos de Achernar:
interferometria e espectroscopia**

Trabalho de Conclusão de Curso do Departamento de Física da Universidade Federal de Sergipe como requisito parcial para a obtenção do título de bacharel em Física: Astrofísica.

Área de Concentração: Astronomia

Orientador(a): Prof. Dr. Rodrigo Georgetti
Vieira

São Cristóvão

2025

Dedico aos meus pais, aos meus professores e aos meus amigos.

Agradecimentos

Primeiramente, agradeço à Universidade Federal de Sergipe, pelo acolhimento e pelo curso ofertado. Agradeço aos meus pais, pois sem o incentivo deles, não teria chegado onde estou hoje. Agradeço aos meus professores da graduação, pelos ensinamentos. Agradeço ao meu orientador, Rodrigo, pela ajuda, pela paciência e pelo conhecimento passado na pesquisa. Agradeço aos meus amigos, Andrew, Clara, Daiara, Gabriel H. e Henrique “Quito” pelas conversas, apoio, diversões, noites de jogos e risadas. Agradeço novamente ao Gabriel, pelo amor, companheirismo e carinho. Por fim, agradeço a todos que fizeram minimamente alguma parte da minha graduação. Todos foram importantes para meu desenvolvimento e amadurecimento em todos esses anos, e estou ansiosa em ver como vocês irão participar da próxima fase dessa jornada.

Resumo

Estrelas Be são objetos jovens com alta taxa de rotação. Esta característica acaba fazendo com que a temperatura, o raio e a gravidade variem com a latitude. Achernar é a estrela Be mais observada até o momento, devido à sua proximidade. Por isso, existem inúmeros dados observacionais desse objeto, o que facilita a sua análise. Em 2011, Achernar perdeu completamente o seu disco. A análise de observações dessa época representa uma oportunidade única para o estudo de suas propriedades fotosféricas, evitando-se a contaminação causada pelo disco. Desse modo, os parâmetros fotosféricos dessa estrela foram determinados tanto por meio da interferometria óptica, em 2014, quanto por dados espectroscópicos, em 2023. Nesse contexto, temos como objetivo utilizar uma abordagem multitécnica, com observações interferométricas e espectroscópicas no visível, para determinar os parâmetros fotosféricos de Achernar. Para estudar essa estrela, utilizamos um modelo de síntese espectral que leva em conta os efeitos causados pela alta rotação. Neste regime, propriedades como temperatura, gravidade e raio dependem da latitude na superfície da estrela. Realizamos o ajuste combinado dessas observações, algo inédito até então. Como resultado do ajuste simultâneo do espectro e da visibilidade, obtivemos que $T_{\text{polo}} = 17017 \pm 128$ K, $R_{\text{eq}} = 8.97 \pm 0.13 R_{\odot}$, $\Omega/\Omega_k = 0.79 \pm 0.04$ e $i = 60.3^\circ \pm 1.6^\circ$. O ajuste combinado resultou em menores incertezas e foi de acordo com os resultados encontrados na literatura.

Abstract

Be stars are young objects with high rotational rates. This characteristic causes temperature, radius, and gravity to vary with latitude. Achernar is the most observed Be star to date, due to its proximity. As a result, there is an abundance of observational data for this object, which facilitates its analysis. In 2011, Achernar completely lost its disk. The analysis of observations from that period represents a unique opportunity to study its photospheric properties, avoiding contamination from the disk. Accordingly, the photospheric parameters of this star have been determined both through optical interferometry in 2014 and spectroscopic data in 2023. In this context, our goal is to employ a multi-technique approach, using interferometric and spectroscopic observations in the visible, to determine the photospheric parameters of Achernar. To study this star, we use a spectral synthesis model that accounts for the effects caused by rapid rotation. In this regime, properties such as temperature, gravity, and radius depend on the latitude across the stellar surface. We performed a combined fit of these observations, which had not been done until now. As a result of the simultaneous fitting of the spectrum and visibility, we obtained $T_{\text{pole}} = 17017 \pm 128$ K, $R_{\text{eq}} = 8.97 \pm 0.13 R_{\odot}$, $\Omega/\Omega_{\text{k}} = 0.79 \pm 0.04$, and $i = 60.3^{\circ} \pm 1.6^{\circ}$. The joint fit yielded smaller uncertainties and agreed with results found in the literature.

Lista de Figuras

2.1	Cobertura uv das observações de Achernar pelo VLTI/PIONIER (Domiciano de Souza et al., 2014). As diferentes cores representam os diferentes pares de telescópios utilizados.	15
2.2	“Estrutura 2D da temperatura e da gravidade efetiva de Vega, como vista por um observador. Paralelos e meridianos separados por 10 graus também são mostrados. Os valores nos eixos são distâncias escaladas pelo raio equatorial de Vega.” (Montesinos, 2024).	18
2.3	Exemplo de imagem sintética, que leva em conta a inclinação estelar, utilizada para a obtenção da visibilidade quadrada. Cada cor tem uma temperatura associada, da mais quente (cores claras) a mais fria (cores escuras).	21
3.1	<i>Corner plot</i> dos parâmetros encontrados com o ajuste do espectro de Achernar, na fase B normal. No canto superior direito, estão os valores mais prováveis encontrados pelo ajuste.	23
3.2	O primeiro gráfico mostra como os espectros das soluções (linhas vermelhas) ficam em relação ao espectro observado (linha preta). O segundo gráfico mostra a diferença entre os pontos do espectro observado e o espectro do modelo. As linhas pretas verticais indicam as linhas escolhidas para o ajuste. As linhas pontilhadas horizontais indicam o intervalo entre 3, 0 e -3.	24
3.3	<i>Corner plot</i> dos parâmetros encontrados com o ajuste da visibilidade de Achernar, na fase B normal. No canto superior direito, estão os valores mais prováveis encontrados pelo ajuste.	25

3.4	O primeiro gráfico mostra como as visibilidades das soluções (quadrados vermelhos) ficam em relação à visibilidade observada (quadrados pretos). O segundo gráfico mostra a diferença entre os pontos da visibilidade observada e visibilidade do modelo. As linhas pontilhadas horizontais indicam o intervalo entre 3, 0 e -3.	26
3.5	<i>Corner plot</i> dos parâmetros encontrados com o ajuste combinado do espectro e da visibilidade de Achernar, na fase B normal. No canto superior direito, estão os valores mais prováveis encontrados pelo ajuste.	27
3.6	O primeiro gráfico mostra como os espectros das soluções (linhas vermelhas) ficam em relação ao espectro observado (linha preta). O segundo gráfico mostra a diferença entre os pontos do espectro observado e o espectro do modelo. As linhas pretas verticais indicam as linhas escolhidas para o ajuste. As linhas pontilhadas horizontais indicam o intervalo entre 3, 0 e -3.	28
3.7	O primeiro gráfico mostra como as visibilidades das soluções (quadrados vermelhos) ficam em relação à visibilidade observada (quadrados pretos). O segundo gráfico mostra a diferença entre os pontos da visibilidade observada e visibilidade do modelo. As linhas pontilhadas horizontais indicam o intervalo entre 3, 0 e -3.	28
3.8	Imagem sintética de Achernar, feita com o <i>fastrot-spec</i> , baseado nos parâmetros mais prováveis encontrados. A barra ao lado representa a variação da temperatura na estrela.	30
A.1	Gráfico de convergência dos parâmetros encontrados com o ajuste do espectro de Achernar, na fase B normal.	36
A.2	Gráfico da convergência dos parâmetros encontrados com o ajuste da visibilidade de Achernar, na fase B normal.	37
A.3	Gráfico de convergência dos parâmetros encontrados com o ajuste combinado do espectro e da visibilidade de Achernar, na fase B normal.	38

Lista de Tabelas

2.1	Tabela com os parâmetros da grade de espectros sintética expandida do <i>fastrot-spec</i>	18
2.2	Tabela com os parâmetros da grade de modelos calculada para este trabalho.	19
3.1	Tabela com todos os valores mais prováveis do ajuste dos parâmetros deste trabalho. Nas últimas colunas, estão os valores encontrados por Domiciano de Souza et al. (2014) e Rubio et al. (2023).	29

Sumário

1. Introdução	11
1.1 Achernar	12
1.2 Objetivos	13
2. Metodologia	14
2.1 Dados observacionais	14
2.1.1 O que é interferometria?	14
2.1.2 Dados interferométricos	15
2.1.3 Dados espectroscópicos	16
2.1.4 Correções observacionais	16
2.2 Grade de modelos	17
2.3 Ajuste dos modelos	19
3. Resultados e discussão	22
3.1 Ajuste com o espectro	22
3.2 Ajuste com a visibilidade	24
3.3 Ajuste combinado (com espectro e visibilidade)	26
4. Conclusões	31
Referências	33
Apêndice	35
A. Gráficos de convergência	36

A.1	Convergência do ajuste com espectro	36
A.2	Convergência do ajuste com visibilidade	37
A.3	Convergência do ajuste combinado	38

Introdução

A alta velocidade de rotação pode alterar tanto a superfície quanto o interior de uma estrela. Estrelas Be são conhecidas por uma taxa de rotação próxima da crítica. Esta característica, em conjunto com pulsações não radiais, é responsável pela formação de um disco de decréscimo kepleriano ao seu redor (Baade et al., 2016). Este disco pode ser construído com ejeções de massa, até possivelmente chegar ao seu estado estacionário. Quando esta ejeção para, ele é dissipado. O disco dá origem a linhas da série de Balmer em emissão (por isso o “e” ao lado do B) no espectro estelar.

Além disso, a alta rotação tem como consequência o achatamento nos polos e um fluxo dependente da latitude (mais conhecido como escurecimento gravitacional). O último fenômeno foi descrito inicialmente por von Zeipel (1924). Ele observou que o fluxo era proporcional à gravidade superficial local. Desse modo, o fluxo é máximo nos polos e mínimo no equador. A parametrização encontrada na época, nomeada Lei de Von Zeipel, foi $T_{\text{eff}} \propto g_{\text{eff}}^{1/4}$. Contudo, hoje em dia existem métodos mais avançados que a Lei de Von Zeipel para calcular a variação do fluxo/temperatura ao longo das latitudes (Espinosa Lara e Rieutord, 2011).

Frémat et al. (2005) buscaram compreender os efeitos da alta rotação, como escurecimento gravitacional, nos espectros de estrelas de tipo B com esta característica. Para isso, eles utilizaram observações espectroscópicas e ajustaram algumas linhas do espectro de diversas estrelas. Para interpretar estas linhas fotosféricas, eles criaram o *FASTROT*, um modelo que incluía os efeitos de rotação e calculava o fluxo atmosférico de estrelas com alta taxa de rotação. Ele levava em conta uma parametrização para o escurecimento gravitacional da forma $T_{\text{eff}} \propto g_{\text{eff}}^{\beta}$, em que o parâmetro β é o expoente de escurecimento gravitacional. Frémat et al. (2005) fixaram o valor de β em 0.25 para $T > 7000$ K e uti-

lizaram as interpolações de Claret (1998) para as demais temperaturas. Em 2016, Zorec et al. realizaram um estudo semelhante ao do Frémat et al. (2005). Zorec et al. (2016) tinham como objetivo determinar a distribuição de velocidades das estrelas Be, levando em conta os efeitos causados pela rotação. Eles ajustaram as linhas e também fizeram uso do *FASTROT* para fazer seus modelos, com dados espectrométricos.

Nesse contexto, o programa *fastrot-spec*¹ (Montesinos, 2024) é uma versão mais recente do *FASTROT* que também consegue sintetizar espectros para objetos com alta taxa de rotação. Para isso, ele realiza a parametrização da superfície estelar com base em um método semi-analítico. Assim, é possível calcular o raio, a temperatura e a gravidade em diferentes latitudes, de maneira mais realista que a Lei de Von Zeipel. Dessa forma, o *fastrot-spec* consegue sintetizar espectros com métodos mais avançados que o *FASTROT*.

1.1 Achernar

Achernar (α Eri, HD10144) é a estrela Be mais próxima ($d = 42.8$ pc) e mais brilhante que conhecemos. Ambas essas características são a causa desse objeto ser a estrela Be mais observada até o momento. Ela possui uma companheira binária, com massa por volta de $5 M_{\odot}$ (Kervella et al., 2022). Dessa maneira, Achernar é muito importante para o entendimento de objetos com alta velocidade de rotação.

Em meados de 2009-2012, Achernar parou sua ejeção de massa e teve seu disco dissipado. Esta fase sem disco é descrita como B normal, já que a linha em emissão não está mais presente no seu espectro. Nesse momento, diversas observações foram feitas com o objetivo de descobrir os parâmetros da superfície dessa estrela, sem a interferência do disco. Domiciano de Souza et al. (2014) determinaram os parâmetros fotosféricos de Achernar na sua fase B normal. Isso foi feito com base em observações interferométricas com o PIONIER no VLTI, interpretadas por um modelo de rotator rígido que incluía ambos achatamento geométrico e escurecimento gravitacional. Rubio et al. (2023) revisaram essa determinação, utilizando o espectro ultravioleta e o perfil da linha de $H\alpha$ em absorção. Os parâmetros fotosféricos encontrados por ambos os trabalhos são compatíveis, exceto pelas determinações da taxa de rotação.

¹ <https://github.com/astrobmm/fastrot-spec>

1.2 Objetivos

Neste trabalho, temos como objetivo analisar Achernar na sua fase B normal, com espectroscopia e interferometria, simultaneamente. Por meio da ferramenta de síntese espectral *fastrot-spec* e dos dados observacionais, será possível realizar um ajuste e revisar os parâmetros fotosféricos desse objeto. Este tipo de abordagem, para esta estrela, é inédito até o presente momento.

Metodologia

Neste capítulo, apresentamos os dados observacionais e o modelo utilizado nesse trabalho. Explicamos os métodos adotados para o pré-processamento desses dados, e detalhamos o método estatístico utilizado para o ajuste dos modelos.

2.1 *Dados observacionais*

Antes de elaborar nos dados observacionais utilizados, é importante elaborar em alguns conceitos utilizados ao longo dessa seção.

2.1.1 *O que é interferometria?*

A interferometria consiste em uma técnica baseada na observação de um objeto utilizando diversos telescópios, dispostos a certa distância entre si (linha de base), utilizando a interferência construtiva e destrutiva das ondas recebidas. A combinação dessas observações permite alcançar uma resolução angular na ordem de milissegundos de arco (mas).

Esta técnica é sensível à transformada de Fourier da distribuição de brilho ao longo da estrela. A visibilidade quadrada, que corresponde ao contraste das franjas de interferência, é o módulo da amplitude dessa transformação. A visibilidade depende do formato do objeto observado. Ela tende a ser menor na direção de maior raio do objeto e maior na direção de menor raio.

Cada par de pontos no espaço de Fourier (ou, espaço uv) representa a variação de intensidade na superfície estelar, em um comprimento de onda específico. Quando é feita a observação em vários comprimentos de onda, os pontos ficam enfileirados. Isso é chamado

de cobertura espectral. A distância entre os pares de pontos depende do inverso do tamanho da linha de base. Para cada ponto no espaço uv , tem-se uma visibilidade quadrada associada, como é visto na Figura 2.1. À medida que a Terra gira, a linha de base projetada no céu gira junto, o que resulta nas trilhas semicirculares observadas no plano uv . Quanto maior é essa cobertura, ou seja, quanto mais pontos no espaço de Fourier, melhor conseguimos extrair informações da distribuição de intensidade do objeto observado.

Dessa maneira, a interferometria é particularmente eficaz para o estudo de estrelas Be, pois possibilita a resolução espacial e o entendimento geométrico desses objetos. Como este método consegue determinar formas, ele fornece bons vínculos para determinar características como o achatamento, o raio, a inclinação, entre outros.

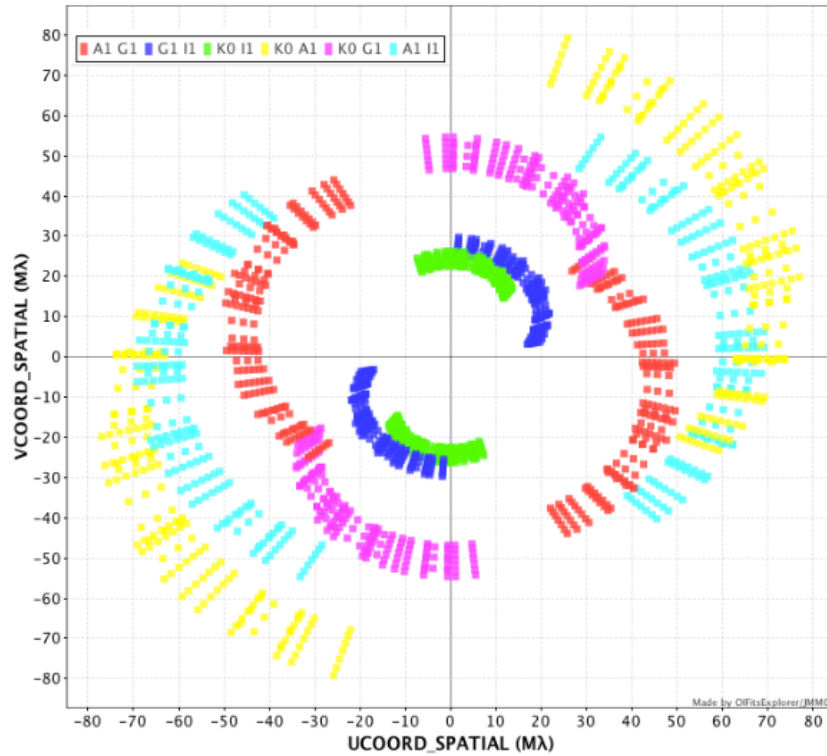


Figura 2.1: Cobertura uv das observações de Achernar pelo VLTI/PIONIER (Domiciano de Souza et al., 2014). As diferentes cores representam os diferentes pares de telescópios utilizados.

2.1.2 Dados interferométricos

Neste trabalho, utilizamos os dados observacionais de Achernar na sua fase sem disco. Domiciano de Souza et al. (2014) disponibilizaram os dados interferométricos do infravermelho próximo de Achernar quando ela estava sem disco. Essas observações foram feitas ao longo do ano de 2011 até 2012, pelo combinador de feixes PIONIER no ESO-VLTI,

que observa no contínuo da banda H. Para obter a melhor resolução da fotosfera estelar possível, foi feita a combinação de 4 telescópios auxiliares (Domiciano de Souza et al., 2014).

2.1.3 Dados espectroscópicos

Kervella et al. (2022), por sua vez, disponibilizaram um conjunto de espectros observados, com alta resolução. Estes dados foram coletados desde 2009 até 2016, a partir de diversos bancos de dados e instrumentos. Além da alta resolução, os espectros já vêm normalizados. De todos, somente a base de dados BeSS e o espectrógrafo BeSO possuem observações no período em que Achernar estava na fase de B normal.

Assim, selecionamos os espectros dos anos de 2011-2012 do instrumento BeSO. Este instrumento possui uma cobertura de 3900 a 8000 Å e tem uma resolução espectral de 48000. Dessas observações, selecionamos o trecho que vai de 4300 a 4500 Å, que cobre as linhas de interesse utilizadas por Frémat et al. (2005). Além disso, realizamos uma média dos 4 espectros disponíveis para a época de interesse, para uma redução do sinal-ruído.

Para obter os parâmetros fotosféricos, é necessário ajustar algumas linhas. Desse modo, selecionamos as linhas de $H\gamma$ 4340, He I 4388, He I 4471 e Mg II 4481 para serem ajustadas. Estas foram as mesmas linhas escolhidas por Frémat et al. (2005) e, posteriormente, por Zorec et al. (2016) para descobrir os parâmetros físicos de diversas estrelas. No primeiro artigo, as linhas de hidrogênio e hélio foram escolhidas para determinar parâmetros como a temperatura efetiva e a gravidade superficial. A linha de magnésio, em conjunto com as outras linhas, foi utilizada para determinar a velocidade de rotação projetada na linha de visada. A largura equivalente dessas linhas é sensível ao efeito de escurecimento gravitacional. Esse era um fator importante, já que um dos objetivos de Frémat et al. (2005) era analisar os efeitos do escurecimento gravitacional na determinação da velocidade projetada. Desse modo, essas linhas foram selecionadas no nosso trabalho pois fornecem vínculos para alguns dos parâmetros que buscamos determinar.

2.1.4 Correções observacionais

O espectro observado precisou passar por uma correção de velocidade radial. Esta correção foi feita por meio de um ajuste gaussiano da linha $H\gamma$. Com esse ajuste, foi possível determinar o comprimento de onda central da linha não corrigida e ajustar o

espectro com base no comprimento de onda esperado da linha. Ademais, os espectros do modelo precisaram ser normalizados e o espectro observado, renormalizado. Isso precisou ser feito para ambos serem corrigidos e analisados da mesma forma. Tanto o espectro observado quanto o do modelo passaram pelo mesmo processo de normalização. Para tanto, desenvolvemos uma rotina em linguagem Python capaz de selecionar diversos pontos ao longo do contínuo e ajustá-los com uma curva spline (curva definida por múltiplos pontos de controle). Esta curva representa o fluxo do contínuo (F_c). O fluxo normalizado (F_n) foi, então, obtido por meio da expressão $F_n = F/F_c$.

2.2 Grade de modelos

O *fastrot-spec* é uma ferramenta elaborada por Montesinos (2024). Ela calcula e sintetiza espectros de estrelas com alta rotação. Para calcular os valores de grandezas que variam com a latitude sobre a superfície da estrela (raio, gravidade, temperatura), esta ferramenta utiliza o *w-model* (Espinosa Lara e Rieutord, 2011). Este modelo semi-analítico torna possível calcular os parâmetros de interesse de uma maneira mais refinada do que a proposta por von Zeipel (1924).

O *fastrot-spec* calcula um espectro com base em uma grade de espectros sintéticos pré-calculada, sem rotação, que possui valores de temperatura (T), gravidade superficial ($logg$) e metalicidade ($[M/H]$). Cada célula da superfície estelar tem um valor de intensidade específica, temperatura e gravidade efetiva. Ao incluir a rotação, esses parâmetros variam com a latitude (Figura 2.2). Assim, o *fastrot-spec* faz uma soma/integração da contribuição dos espectros de todas as células, resultando em um espectro sintético, que varia de acordo com a inclinação da estrela e tem os efeitos da alta rotação.

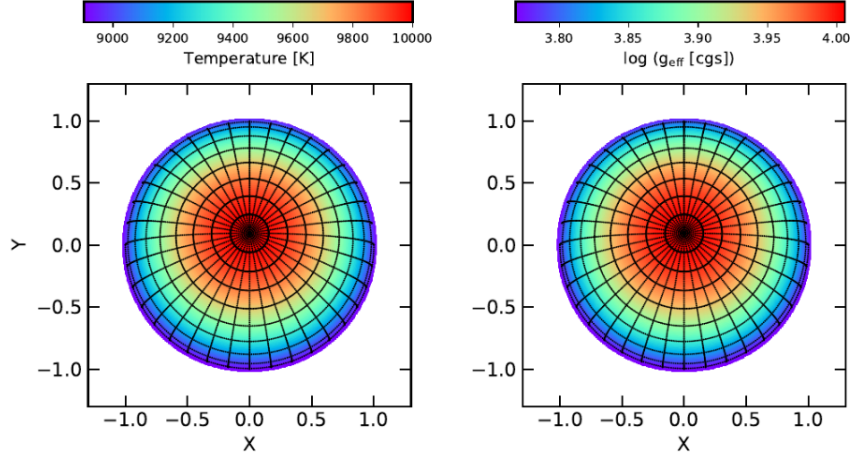


Figura 2.2: “Estrutura 2D da temperatura e da gravidade efetiva de Vega, como vista por um observador. Paralelos e meridianos separados por 10 graus também são mostrados. Os valores nos eixos são distâncias escaladas pelo raio equatorial de Vega.” (Montesinos, 2024).

Originalmente, a grade possuía espectros com temperaturas até 9000 K. Expandimos essa grade para a análise de Achernar, com temperaturas até 22000 K. Para isso, utilizamos os modelos do código Phoenix (Husser et al., 2013), interpolados nos valores de comprimento de onda de interesse. As propriedades dessa grade expandida estão listadas na Tabela 2.1.

Tabela 2.1 - Tabela com os parâmetros da grade de espectros sintética expandida do *fastrot-spec*.

Parâmetros		Valores
T [K]	7000 a 22000, em passos de 100	
$\log g$	3.5, 4.0, 4.5	
$[M/H]$	+0.0	
λ [Å]	3600 a 5500	

Para realizar os cálculos necessários, o *fastrot-spec* solicita os seguintes parâmetros livres: inclinação (i), massa (M), temperatura do polo (T_{polo}) raio do equador (R_{eq}), taxa de rotação kepleriana e $[M/H]$. A taxa de rotação kepleriana é dada por $\omega = \Omega/\Omega_k$, em que Ω é a velocidade de rotação no equador da estrela e Ω_k é a velocidade kepleriana de rotação (ou, velocidade de órbita). Esta última é relacionada com a velocidade necessária para uma partícula escapar da superfície estelar. Desse modo, ω indica o quão próximo da velocidade de órbita (velocidade em que o material da estrela não está ligado gravitacionalmente) o objeto está. Após inserir esses dados, ele retorna o espectro sintético.

Para nosso trabalho, calculamos uma grade de modelos, cujos parâmetros estão descritos na Tabela 2.2. Os parâmetros desta grade foram escolhidos de forma a abranger os parâmetros encontrados por Domiciano de Souza et al. (2014), dentro de um intervalo de 3σ . Sua versão completa possui um total de 81 modelos.

Tabela 2.2 - Tabela com os parâmetros da grade de modelos calculada para este trabalho.

Parâmetros	Valores
i [°]	40, 60, 80
M [$M_{\odot}$]	6.1 (fixa)
R_{eq} [$R_{\odot}$]	8, 9, 10
T_{polo} [K]	13000, 17000, 21000
ω	0.5, 0.8, 0.95
[M/H]	+0.0 (fixa)

2.3 Ajuste dos modelos

Para ajustar os modelos, utilizamos a implementação em Python do método de *Monte Carlo Markov Chain* (MCMC), o código *emcee*¹ (Foreman-Mackey et al., 2013). O *emcee* utiliza um conjunto de parâmetros. Cada conjunto de parâmetros do modelo corresponde a uma possível solução proposta pelo *emcee*. À medida que a simulação evolui, estas soluções caminham pelo espaço de parâmetros. Estes são os *walkers*. A verossimilhança (*likelihood*) é a probabilidade dos dados assumirem algum valor, dado um conjunto de parâmetros. O *prior* é a densidade de probabilidade dos parâmetros, tudo que sabemos a priori. Com isso, os *walkers* vão explorando o espaço de parâmetros, dependendo do número de passos, até a eventual convergência para os valores mais prováveis dos parâmetros.

Como *prior*, utilizamos os intervalos mínimos e máximos de cada parâmetro da grade de modelos. A *likelihood* foi baseada na expressão $L \propto e^{-\chi^2/2}$. Para calcular o χ^2 do ajuste simultâneo com o espectro e a visibilidade, colocamos pesos iguais tanto para o χ^2 da visibilidade (χ_{vis}^2) quanto para o χ^2 do espectro (χ_{spec}^2), da seguinte forma:

$$\chi^2 = \left(\frac{\chi_{\text{spec}}^2}{N_{\text{spec}}} + \frac{\chi_{\text{vis}}^2}{N_{\text{vis}}} \right) \cdot N_{\text{tot}} \quad (2.1)$$

¹ <https://emcee.readthedocs.io/en/stable/>

N_{tot} é o número total de pontos, que é a soma do número de pontos do espectro (N_{spec}) e do número de pontos da visibilidade (N_{vis}). Utilizamos, para todos os ajustes, 50 *walkers*. Deixamos que eles realizassem o caminho aleatório por 10000 passos para alcançar a convergência. O *burn in* são os passos “iniciais” dados no *emcee* que são posteriormente descartados, já que não convergiram. Nesse caso, determinamos um *burn in* de 9000. Os gráficos dessas convergências podem ser encontrados no Apêndice A.

A abordagem de uma grade de modelos em conjunto com o *emcee* é vantajosa devido à velocidade com que os parâmetros são calculados com os modelos prontos previamente. O número de tentativas da simulação é o número de passos $\times$ número de walkers. Nesse caso, este número é $5 \cdot 10^5$. Seria inviável calcular os modelos durante a simulação do *emcee*, para esse número de tentativas, pois ela levaria muito tempo. Desse modo, para tornar o processo mais rápido, calculamos o χ^2 associado a cada modelo da grade. Após isso, no meio da simulação, basta interpolar o χ^2 nas posições acessadas no espaço de parâmetros. Conforme já especificado, ajustamos o trecho de 4300 Å a 4500 Å, que engloba as linhas de H γ 4340, He I 4388, He I 4471 e Mg II 4481.

Para a visibilidade, montamos uma imagem sintética baseada na temperatura superficial da estrela modelada (para cada célula da superfície, calculamos o valor associado ao de um corpo negro), como é exemplificado na Figura 2.3. Fixamos o ângulo de posição com o valor determinado por Domiciano de Souza et al. (2014). A visibilidade associada à imagem foi calculada com a rotina, na linguagem Python, *interftools*, que faz parte da biblioteca PYHDUST². O *interftools* é o responsável pela transformada de Fourier entre a imagem sintética/observada e a visibilidade quadrada, como explicado anteriormente.

² <https://pyhdust.readthedocs.io/>

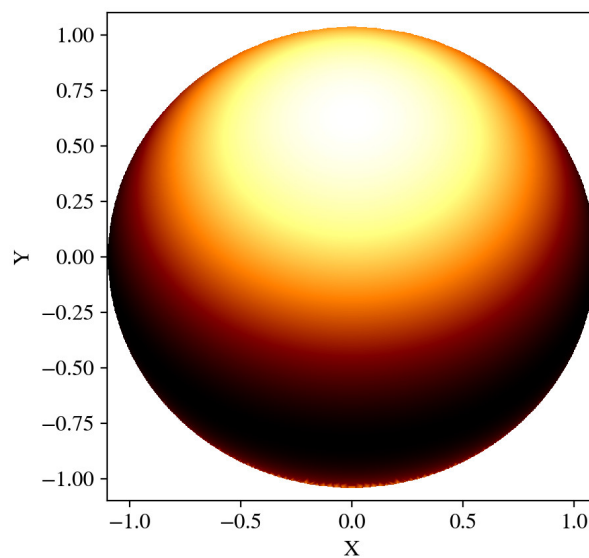


Figura 2.3: Exemplo de imagem sintética, que leva em conta a inclinação estelar, utilizada para a obtenção da visibilidade quadrada. Cada cor tem uma temperatura associada, da mais quente (cores claras) a mais fria (cores escuras).

Resultados e discussão

Neste capítulo, mostramos os resultados obtidos para o ajuste do espectro, da visibilidade e de ambos combinados. Analisamos e discutimos o significado de alguns resultados, além de compará-los com resultados da literatura.

3.1 Ajuste com o espectro

Nesta etapa, utilizamos a média dos espectros fornecidos por Kervella et al. (2022) e a grade de modelos dos espectros sintéticos para obter os valores mais prováveis (as soluções) da fotosfera estelar com o *emcee*. Adotamos como χ^2 somente o χ^2_{spec} . Como um dos resultados, temos a Figura 3.1, que mostra o *corner plot*. Ele representa a posição dos *walkers* ao longo de todo o caminho aleatório, excluía a parte inicial (*burn in*). Os gráficos que apresentam a convergência de todas as simulações do *emcee* realizadas neste trabalho encontram-se no Apêndice A.

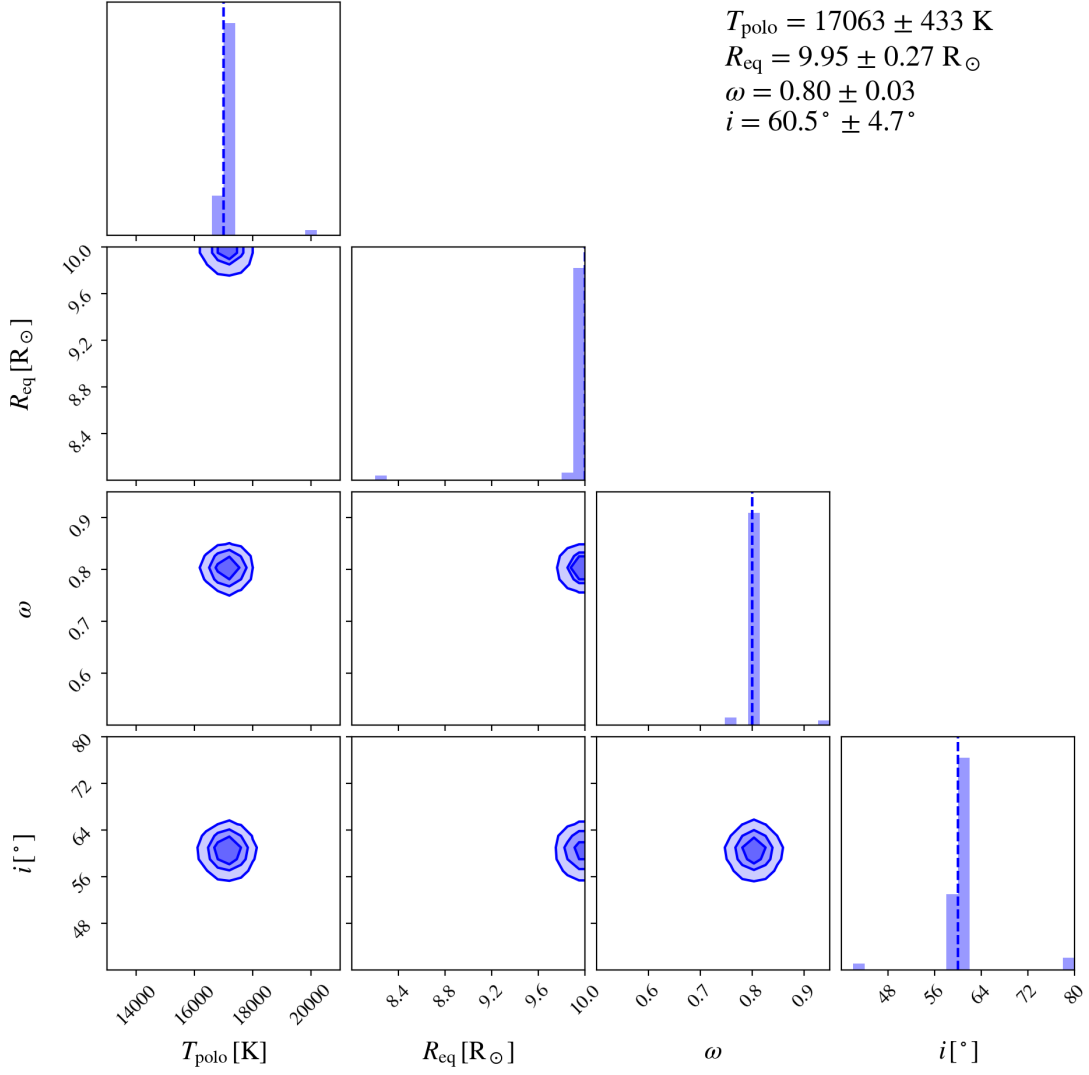


Figura 3.1: *Corner plot* dos parâmetros encontrados com o ajuste do espectro de Achernar, na fase B normal. No canto superior direito, estão os valores mais prováveis encontrados pelo ajuste.

Além disso, para visualizar o espectro associado às soluções (correspondem à posição final do conjunto dos *walkers*), fizemos um gráfico que compara o espectro observado com o espectro associado às soluções do *emcee* (Figura 3.2).

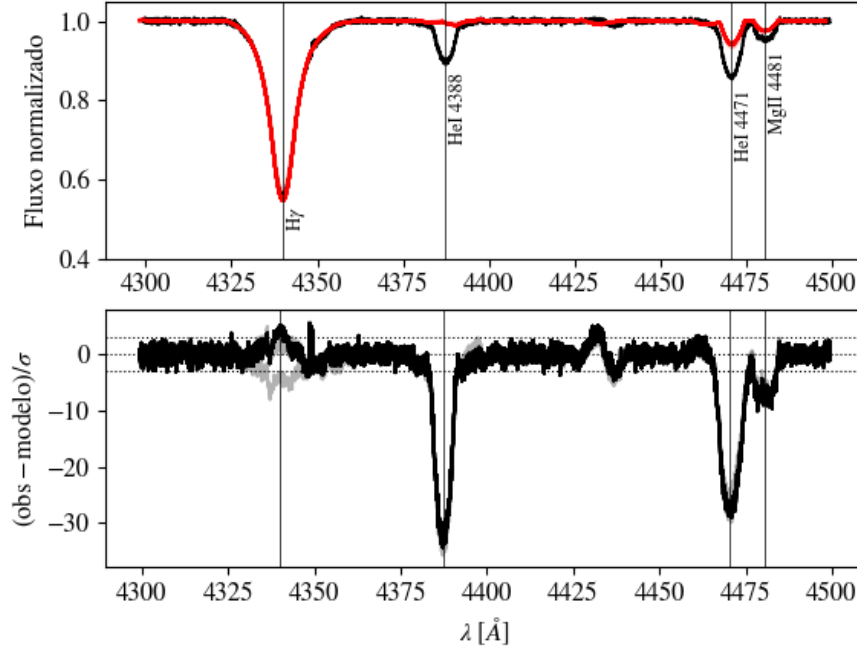


Figura 3.2: O primeiro gráfico mostra como os espectros das soluções (linhas vermelhas) ficam em relação ao espectro observado (linha preta). O segundo gráfico mostra a diferença entre os pontos do espectro observado e o espectro do modelo. As linhas pretas verticais indicam as linhas escolhidas para o ajuste. As linhas pontilhadas horizontais indicam o intervalo entre 3, 0 e -3.

Primeiramente, nota-se que o modelo ajustado não conseguiu replicar as linhas de He I 4388, He I 4471 e Mg II 4481 (como indicado pelo gráfico inferior da Figura 3.2). O motivo provável para essa divergência é a metalicidade fixa. Já que os modelos têm esse parâmetro fixo, eles não conseguem reproduzir a linha de He I 4388 e calculam com um déficit no fluxo as linhas de He I 4471 e Mg II 4481. Como o modelo foi incapaz de reproduzir essas linhas, a determinação dos parâmetros depende principalmente da qualidade do ajuste da linha de $H\gamma$. Além disso, nota-se um acúmulo dos pontos na borda do *corner* do R_{eq} , o que pode indicar soluções com raios maiores. Apesar dessas divergências, o *emcee* ainda conseguiu convergir e encontrar valores mais prováveis para esse conjunto de dados. Esses valores podem ser encontrados na Tabela 3.1.

3.2 Ajuste com a visibilidade

De maneira análoga, também buscamos observar as soluções encontradas ao utilizar os dados interferométricos de Domiciano de Souza et al. (2014) e a grade de modelos interferométricos da visibilidade. Nesse caso, o χ^2 é o χ^2_{vis} . Novamente, elaboramos um

corner plot que nos dá informações sobre a convergência dos pontos e os parâmetros mais prováveis para este ajuste (Figura 3.3).

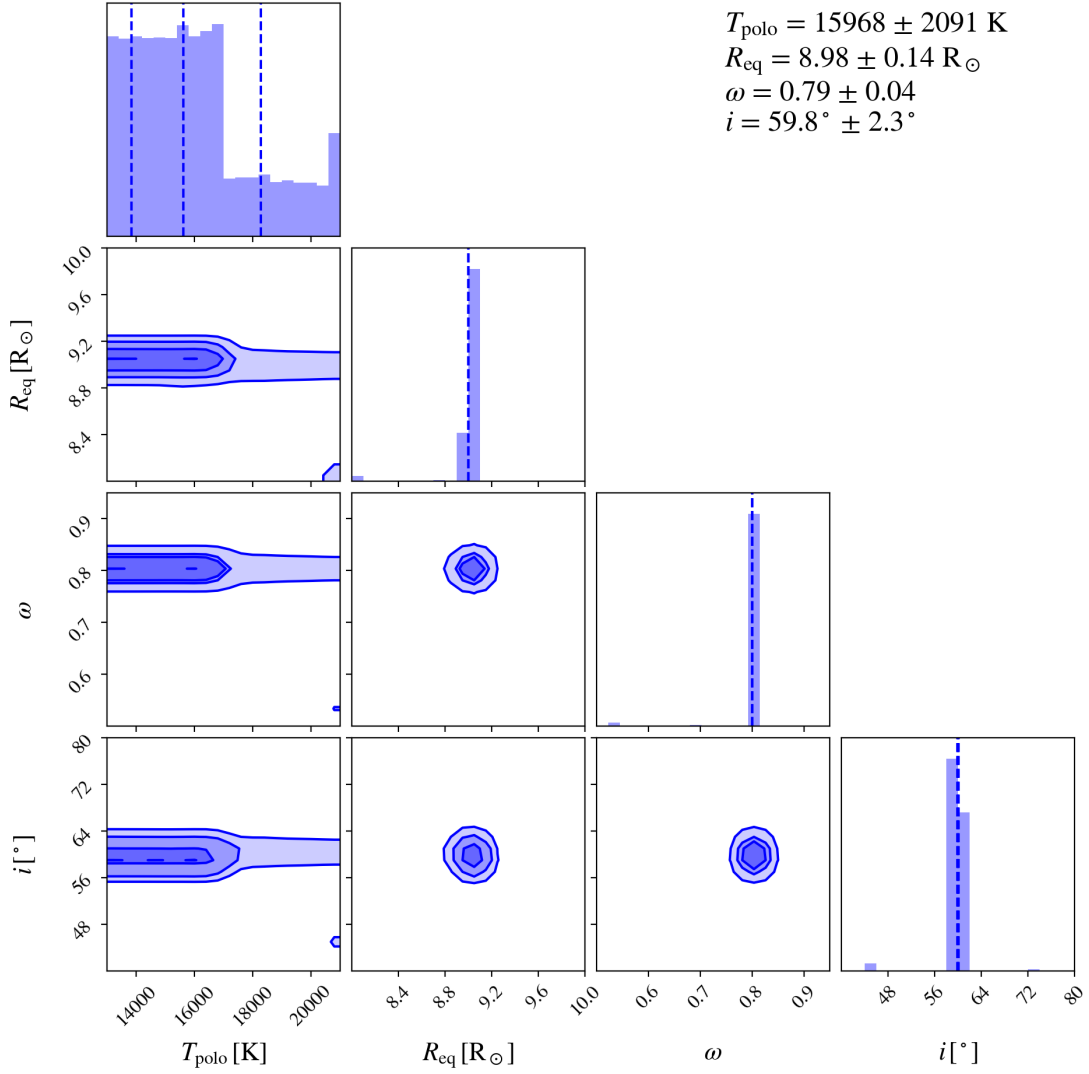


Figura 3.3: *Corner plot* dos parâmetros encontrados com o ajuste da visibilidade de Achernar, na fase B normal. No canto superior direito, estão os valores mais prováveis encontrados pelo ajuste.

As visibilidades associadas às melhores soluções e a visibilidade observada por são exibidas juntas na Figura 3.4. Além disso, um gráfico de resíduos mostra a diferença, ponto a ponto, entre as melhores soluções e o dado observado.

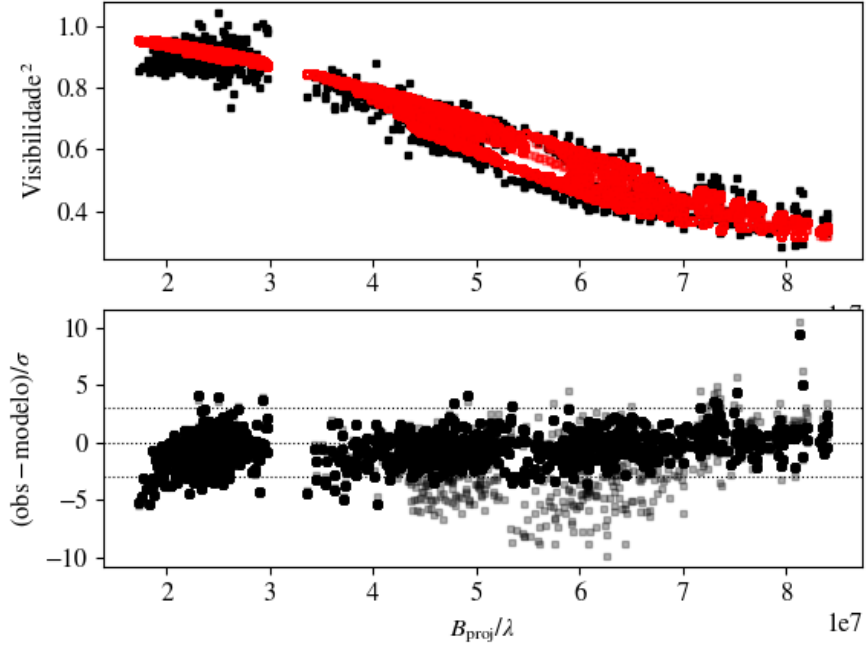


Figura 3.4: O primeiro gráfico mostra como as visibilidades das soluções (quadrados vermelhos) ficam em relação à visibilidade observada (quadrados pretos). O segundo gráfico mostra a diferença entre os pontos da visibilidade observada e visibilidade do modelo. As linhas pontilhadas horizontais indicam o intervalo entre 3, 0 e -3.

Em um primeiro momento, é possível observar que a visibilidade não fornece bons vínculos para T_{polo} . Além de uma incerteza maior, este ajuste tem uma diferença muito grande da T_{polo} encontrada pelo ajuste do espectro. Possivelmente, isto ocorre devido à interferometria ser uma técnica mais sensível à distribuição *relativa* de brilho, o que dificulta a determinação de valores absolutos de temperatura, como a T_{polo} , por exemplo. Contudo, a visibilidade fornece ótimos vínculos para o R_{eq} e para a inclinação (i). É possível afirmar isso pois os valores mais prováveis encontrados desses parâmetros possuem uma menor incerteza quando comparados com os do ajuste do espectro. Nota-se que ambos encontraram um ω similar, tanto em valor quanto em incerteza. Os valores mais prováveis desse ajuste podem ser encontrados na Tabela 3.1.

3.3 Ajuste combinado (com espectro e visibilidade)

Neste ponto, buscamos analisar como os valores mais prováveis mudariam com a junção dos dados de Kervella et al. (2022) e Domiciano de Souza et al. (2014). Utilizamos ambas as observações com a grade de modelos de espectros e visibilidades. Com a Equação 2.3,

foi possível calcular um χ^2 que combinasse tanto o χ^2_{spec} quanto o χ^2_{vis} , igualando o peso de ambos. O *corner plot* desse ajuste pode ser visto na Figura 3.5.

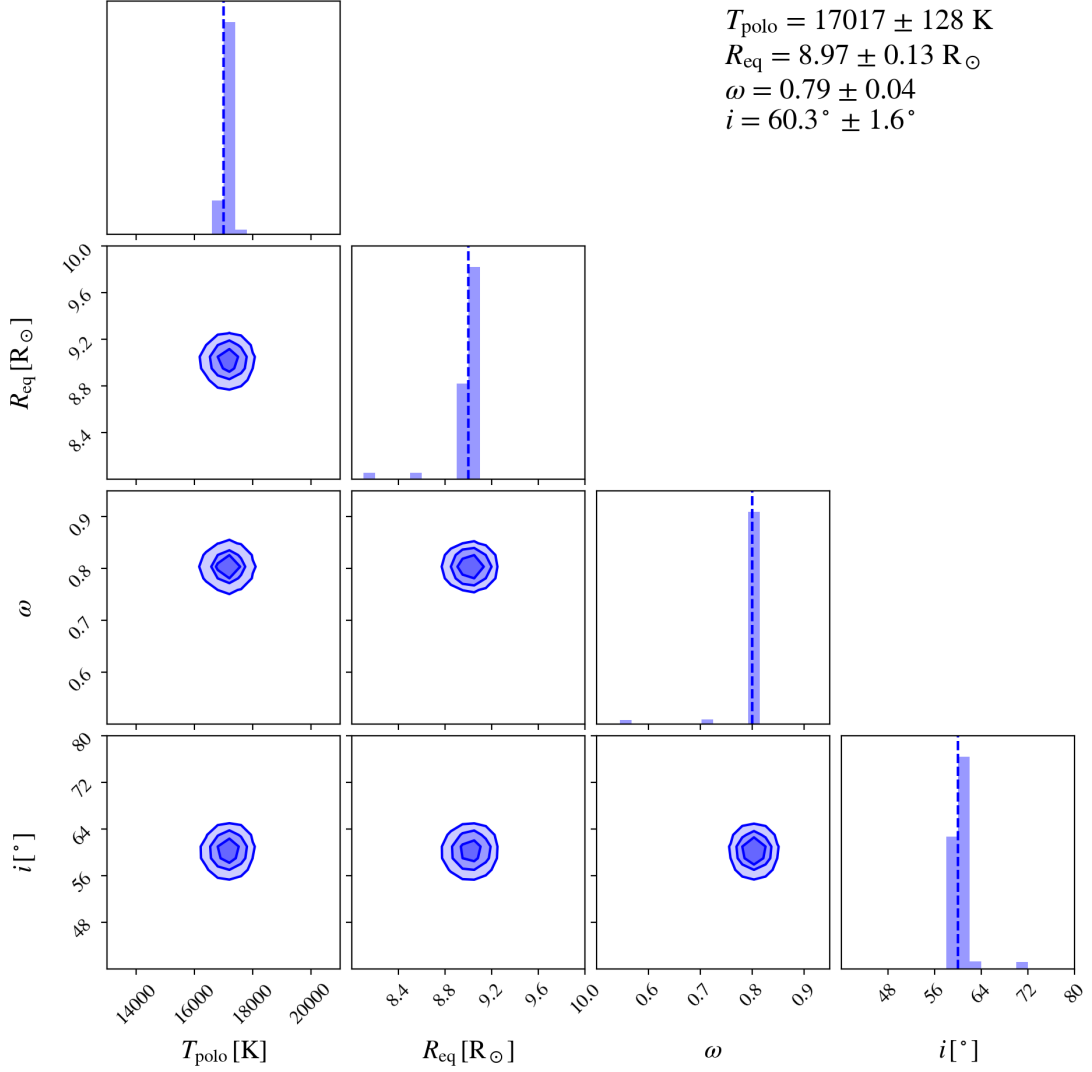


Figura 3.5: *Corner plot* dos parâmetros encontrados com o ajuste combinado do espectro e da visibilidade de Achernar, na fase B normal. No canto superior direito, estão os valores mais prováveis encontrados pelo ajuste.

Para visualizar ambos os ajustes, elaboramos os gráficos que comparam os espectros (Figura 3.6) e as visibilidades (Figura 3.7).

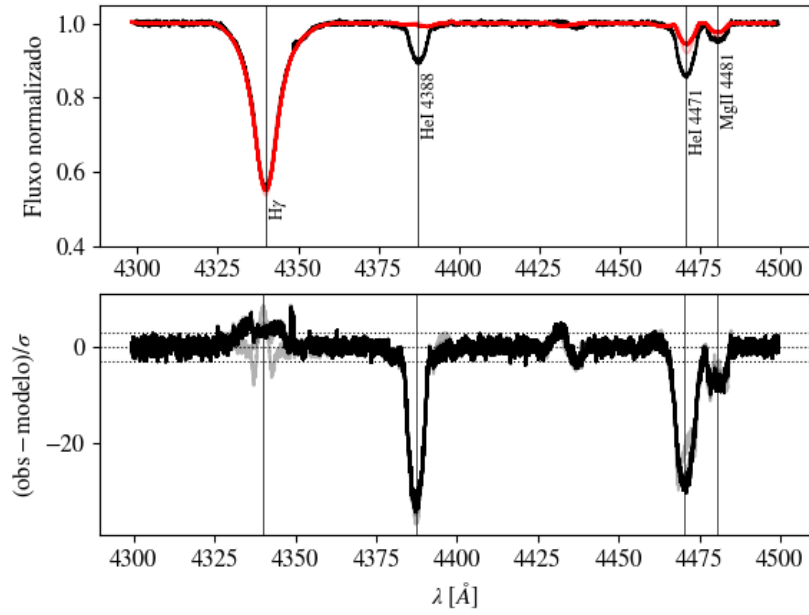


Figura 3.6: O primeiro gráfico mostra como os espectros das soluções (linhas vermelhas) ficam em relação ao espectro observado (linha preta). O segundo gráfico mostra a diferença entre os pontos do espectro observado e o espectro do modelo. As linhas pretas verticais indicam as linhas escolhidas para o ajuste. As linhas pontilhadas horizontais indicam o intervalo entre 3, 0 e -3.

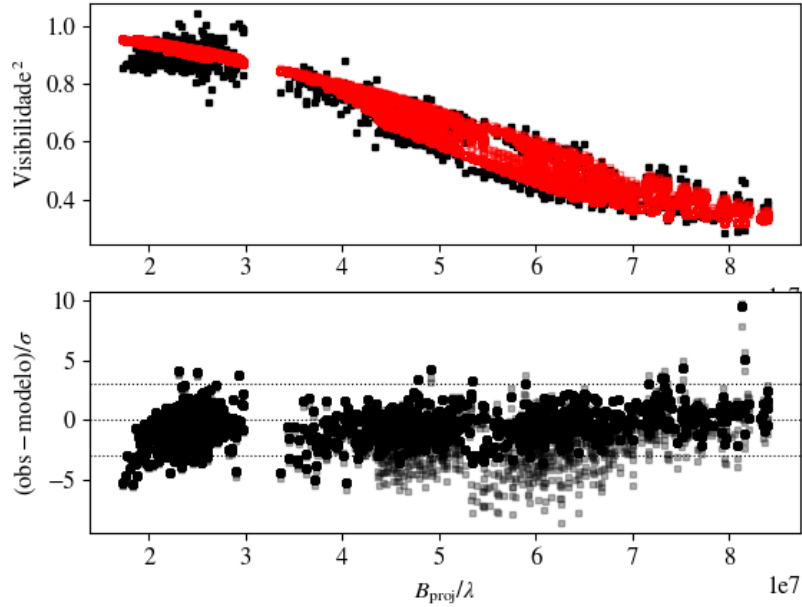


Figura 3.7: O primeiro gráfico mostra como as visibilidades das soluções (quadrados vermelhos) ficam em relação à visibilidade observada (quadrados pretos). O segundo gráfico mostra a diferença entre os pontos da visibilidade observada e visibilidade do modelo. As linhas pontilhadas horizontais indicam o intervalo entre 3, 0 e -3.

Pode-se notar, num primeiro momento, que o ajuste combinado fornece resultados melhores em todos os parâmetros, devido à diminuição de todas as incertezas. Assim como previsto anteriormente, as linhas He I 4388, He I 4471 e Mg II 4481 não foram bem ajustadas. Todavia, ainda foi possível alcançar uma convergência dos valores mais prováveis para o ajuste combinado.

Agora que temos os parâmetros de todos os ajustes, é possível realizar uma comparação entre eles, os resultados encontrados por Domiciano de Souza et al. (2014) e por Rubio et al. (2023). A Tabela 3.1 resume os valores mais prováveis encontrados pelo ajuste com o espectro, com a visibilidade e com ambos combinados, além dos resultados da literatura.

Tabela 3.1 - Tabela com todos os valores mais prováveis do ajuste dos parâmetros deste trabalho. Nas últimas colunas, estão os valores encontrados por Domiciano de Souza et al. (2014) e Rubio et al. (2023).

Parâmetros	Espectro	Vis ²	Espectro+Vis ²	Domiciano de Souza et al. (2014)	Rubio et al. (2023)
T_{polo} [K]	17063 ± 433	15968 ± 2091	17017 ± 128	17124	–
R_{eq} [$R_{\odot}$]	9.95 ± 0.27	8.98 ± 0.14	8.97 ± 0.13	9.16 ± 0.23	7.68 ± 0.21
ω	0.80 ± 0.03	0.79 ± 0.04	0.79 ± 0.04	0.838	0.78 ± 0.02
i [°]	60.5 ± 4.7	59.8 ± 2.3	60.3 ± 1.6	$60.6^{+7.1}_{-3.9}$	$65.3^{+2.8}_{-2.7}$

É perceptível a melhora dos parâmetros mais prováveis no ajuste combinado. Além de terem uma incerteza menor que os ajustes anteriores, eles são compatíveis com os resultados encontrados por Domiciano de Souza et al. (2014), tanto no ajuste combinado quanto no ajuste com a visibilidade (com exceção de T_{polo}). Todavia, o R_{eq} e i são discrepantes em relação aos encontrados por Rubio et al. (2023), tanto no ajuste combinado quanto no ajuste com o espectro.

A discrepância entre o ω e a inclinação é observada ao comparar os resultados de Rubio et al. (2023) e Domiciano de Souza et al. (2014). Nesse caso, de acordo com a discussão feita por Rubio et al. (2023), a divergência do primeiro parâmetro é consequência da subestimação de ω no ajuste combinado da região UV e a linha de $H\alpha$. Ambos os autores utilizaram métodos diferentes para determinar a taxa de rotação kepleriana. Enquanto Domiciano de Souza et al. (2014) partiram de características como a forma física da fotosfera da estrela e a inclinação do eixo de rotação para determinar ω (abordagem geométrica, dados interferométricos), Rubio et al. (2023) partiram somente do formato da linha ajustada. Contudo, apesar disso, encontramos um valor de ω congruente com o de Rubio et al. (2023).

Rubio et al. (2023) fizeram um ajuste do espectro na faixa UV em conjunto com a linha

de $H\alpha$. No nosso trabalho, ajustamos a faixa do visível. O ajuste em faixas diferentes do espectro (UV e Visível) pode ser a possível causa das divergências dos valores da i . A faixa do UV não fornece um vínculo bom o suficiente para estimar a inclinação sem uma grande incerteza (Rubio et al., 2023). Então, ao combiná-los, por mais que o vínculo da linha de $H\alpha$ seja bom para esse parâmetro, a faixa do UV acaba interferindo em seus resultados.

Nota-se uma similaridade na inclinação encontrada pelo ajuste da visibilidade do nosso trabalho e àquela encontrada por Domiciano de Souza et al. (2014), que usaram o mesmo conjunto de dados. Porém, as temperaturas do polo divergem bastante. Domiciano de Souza et al. (2014) encontraram a T_{polo} com base numa T_{eff} média preestabelecida de 15000 K, já que a visibilidade não consegue impor vínculos nas determinações de temperaturas absolutas. Desse modo, T_{polo} foi um parâmetro derivado de outro fixado. No nosso trabalho, não fornecemos nenhum parâmetro a priori para a determinação da T_{polo} a partir dos dados interferométricos. Esta seria a possível causa da discrepância entre as temperaturas do polo. Ademais, nota-se uma descontinuidade no histograma do *corner plot* da T_{polo} (Figura 3.3). Temos como perspectiva entender com mais detalhes o motivo desse comportamento inesperado.

Com os parâmetros mais prováveis encontrados por nosso ajuste combinado, utilizamos o *fastrot-spec* para sintetizar uma imagem de Achernar (Figura 3.8). Por fim, a metodologia aplicada no presente trabalho conseguiu reproduzir boa parte dos resultados encontrados na literatura e diminuiu as incertezas dos parâmetros.

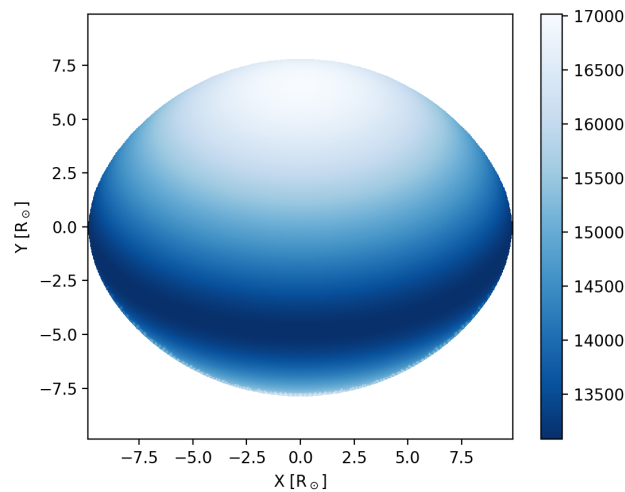


Figura 3.8: Imagem sintética de Achernar, feita com o *fastrot-spec*, baseado nos parâmetros mais prováveis encontrados. A barra ao lado representa a variação da temperatura na estrela.

Conclusões

Realizamos o ajuste com o espectro, a interferometria e ambos simultaneamente da estrela Be Achernar, na sua fase sem disco. Isto foi feito por meio de um modelo que inclui os efeitos de rotação estelar e dos dados observacionais do Kervella et al. (2022) e Domiciano de Souza et al. (2014). Uma implementação Python do MCMC, (*emcee*), foi utilizada para encontrar os parâmetros com maior probabilidade da fotosfera de Achernar. O ajuste conjunto da visibilidade e do espectro dessa estrela para determinar seus parâmetros fotosféricos é inédito até então.

Os parâmetros mais prováveis para a fotosfera de Achernar encontrados nesse trabalho foram: $T_{\text{polo}} = 17017 \pm 128$ K, $R_{\text{eq}} = 8.97 \pm 0.13 R_{\odot}$, $w = 0.79 \pm 0.04$ e $i = 60.3^{\circ} \pm 1.6^{\circ}$. A abordagem multitécnica foi capaz de encontrar determinações mais precisas do que os ajustes dos observáveis separados.

Tanto os parâmetros ajustados em conjunto quanto os ajustados com interferometria foram congruentes com aqueles encontrados por Domiciano de Souza et al. (2014). Mas, notou-se divergências entre os parâmetros encontrados por Rubio et al. (2023) e os do nosso trabalho. Uma das razões é a diferença das faixas espectrais ajustadas (o que impacta a inclinação). As mesmas incongruências foram encontradas ao comparar os resultados de Rubio et al. (2023) e Domiciano de Souza et al. (2014). Nesse caso, além do motivo citado anteriormente, isso foi consequência das diferenças de abordagem para a determinação de ω , de acordo com a discussão feita por Rubio et al. (2023).

No decorrer do trabalho, notou-se uma grande discrepância no ajuste das linhas He I 4388, He I 4471 e Mg II 4481, devido à metalicidade fixa. Ademais, notou-se uma descontinuidade no histograma da determinação da T_{polo} , com o ajuste da visibilidade. Desse modo, temos como perspectivas montar uma grade de espectros que tenha variação

das metalicidades e investigar com mais detalhes a causa da descontinuidade do histograma. Esperamos que, então, o ajuste das outras linhas seja melhor sucedido e que consigamos entender a causa do comportamento inesperado da T_{polo} .

Referências Bibliográficas

- Baade D., Rivinius T., Pigulski A., Carciofi A. C., Martayan C., Moffat A. F. J., Wade G. A., Weiss W. W., Grunhut J., Handler G., Kuschnig R., Mehner A., Pablo H., Popowicz A., Rucinski S., Whittaker G., Short-term variability and mass loss in Be stars. I. BRITE satellite photometry of η and μ Centauri, *A&A*, 2016, vol. 588, p. A56
- Claret A., Very low mass stars: non-linearity of the limb-darkening laws, *A&A*, 1998, vol. 335, p. 647
- Domiciano de Souza A., Kervella P., Moser Faes D., Dalla Vedova G., Mérand A., Le Bouquin J. B., Espinosa Lara F., Rieutord M., Bendjoya P., Carciofi A. C., Hadjara M., Millour F., Vakili F., The environment of the fast rotating star Achernar. III. Photospheric parameters revealed by the VLTI, *A&A*, 2014, vol. 569, p. A10
- Espinosa Lara F., Rieutord M., Gravity darkening in rotating stars, *A&A*, 2011, vol. 533, p. A43
- Foreman-Mackey D., Hogg D. W., Lang D., Goodman J., emcee: The MCMC Hammer, *PASP*, 2013, vol. 125, p. 306
- Frémat Y., Zorec J., Hubert A. M., Floquet M., Effects of gravitational darkening on the determination of fundamental parameters in fast-rotating B-type stars, *A&A*, 2005, vol. 440, p. 305
- Husser T. O., Wende-von Berg S., Dreizler S., Homeier D., Reiners A., Barman T., Hauschildt P. H., A new extensive library of PHOENIX stellar atmospheres and synthetic spectra, *A&A*, 2013, vol. 553, p. A6

- Kervella P., Borgniet S., Domiciano de Souza A., Mérand A., Gallenne A., Rivinius T., Lacour S., Carciofi A., Faes D. M., Le Bouquin J.-B., Taormina M., Pilecki B., Berger J.-P., Bendjoya P., Klement R., Millour F., Janot-Pacheco E., Spang A., Vakili F., The binary system of the spinning-top Be star Achernar, *A&A*, 2022, vol. 667, p. A111
- Montesinos B., Surface parameterisation and spectral synthesis of rapidly rotating stars. Vega as a testbed, *A&A*, 2024, vol. 688, p. A97
- Rubio A. C., Carciofi A. C., Ticiani P., Mota B. C., Vieira R. G., Faes D. M., Genaro M., de Amorim T. H., Klement R., Araya I., Arcos C., Curé M., Domiciano de Souza A., Georgy C., Jones C. E., Suffak M. W., Silva A. C. F., Bayesian sampling with BeAtlas, a grid of synthetic Be star spectra I. Recovering the fundamental parameters of α Eri and β CMi, *MNRAS*, 2023, vol. 526, p. 3007
- von Zeipel H., The radiative equilibrium of a slightly oblate rotating star, *MNRAS*, 1924, vol. 84, p. 684
- Zorec J., Frémat Y., Domiciano de Souza A., Royer F., Cidale L., Hubert A. M., Semaan T., Martayan C., Cochetti Y. R., Arias M. L., Aidelman Y., Stee P., Critical study of the distribution of rotational velocities of Be stars. I. Deconvolution methods, effects due to gravity darkening, macroturbulence, and binarity, *A&A*, 2016, vol. 595, p. A132

Apêndice

Gráficos de convergência

A.1 Convergência do ajuste com espectro

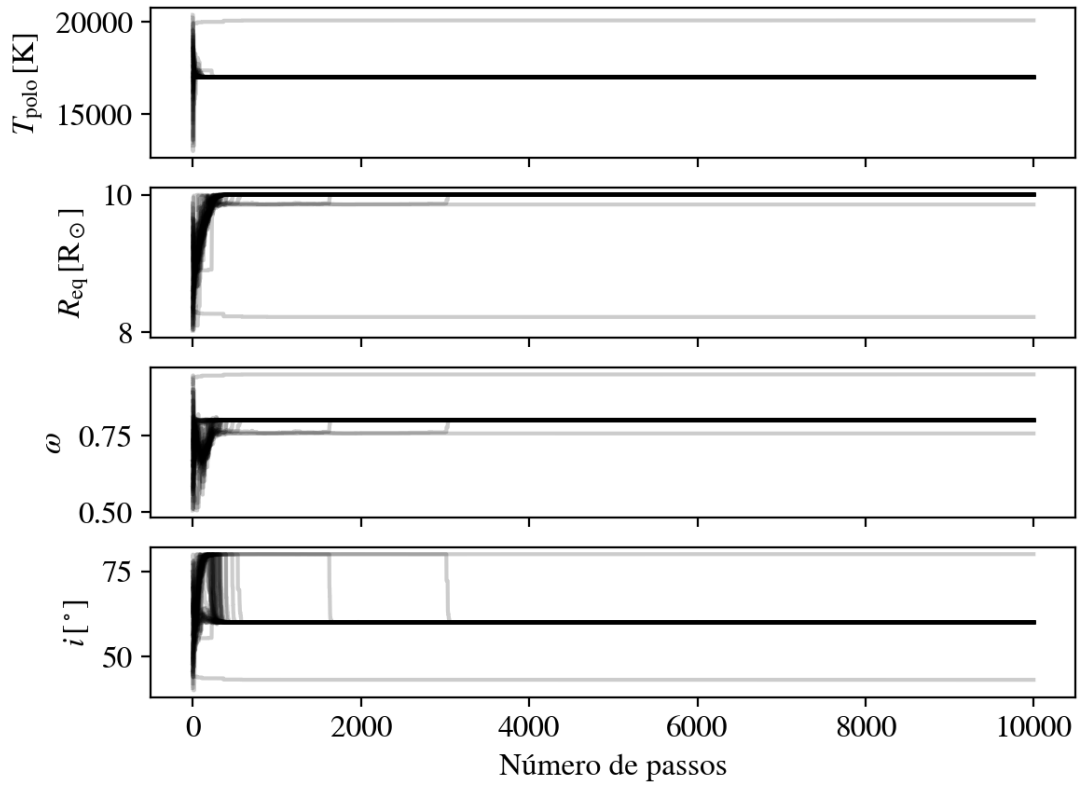


Figura A.1: Gráfico de convergência dos parâmetros encontrados com o ajuste do espectro de Achernar, na fase B normal.

A.2 Convergência do ajuste com visibilidade

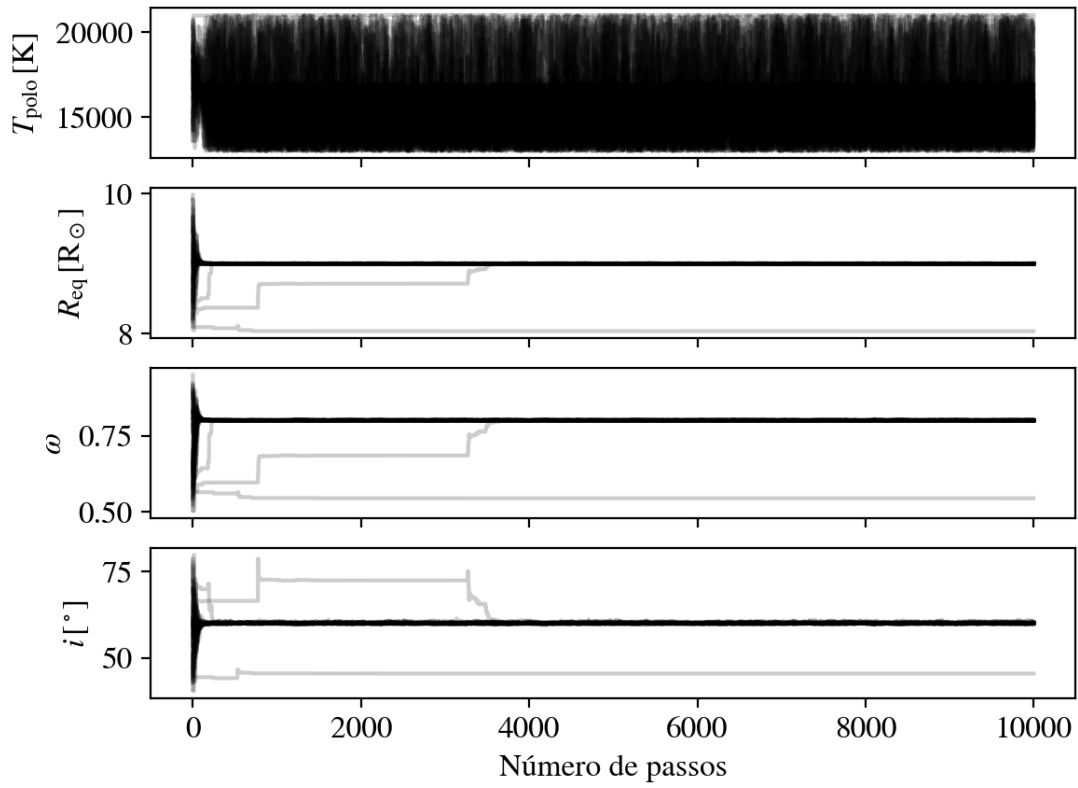


Figura A.2: Gráfico da convergência dos parâmetros encontrados com o ajuste da visibilidade de Achernar, na fase B normal.

A.3 Convergência do ajuste combinado

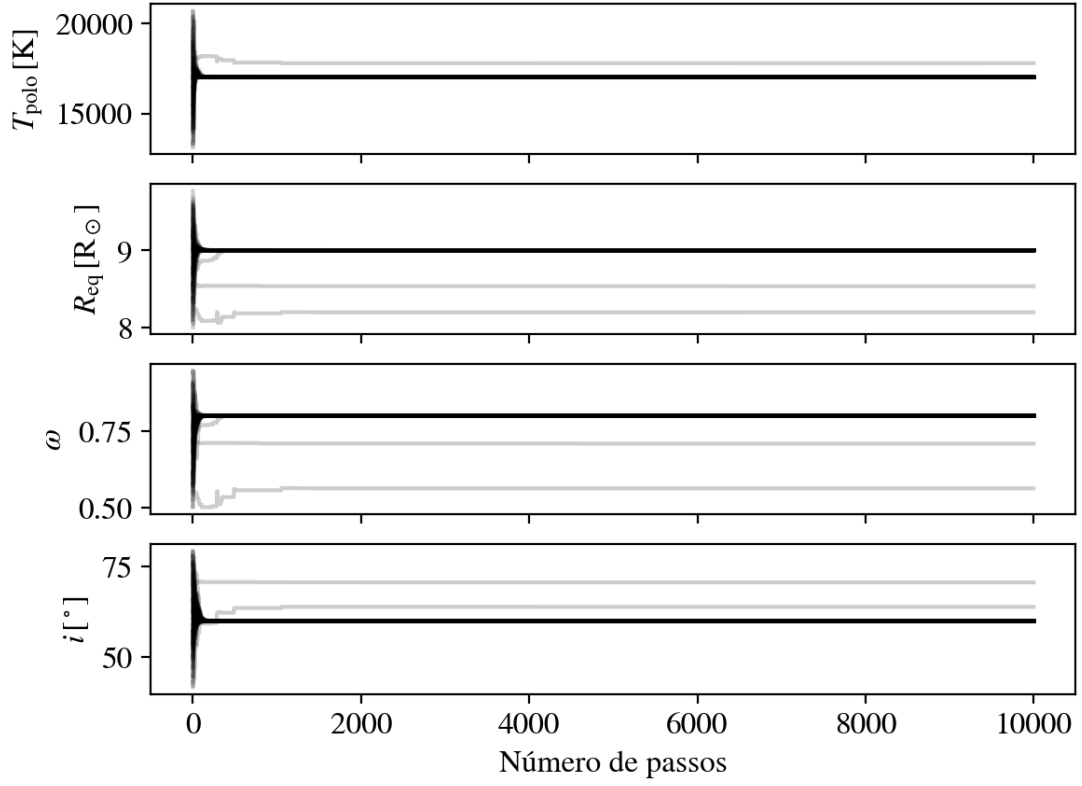


Figura A.3: Gráfico de convergência dos parâmetros encontrados com o ajuste combinado do espectro e da visibilidade de Achernar, na fase B normal.