

Universidade Federal do Rio de Janeiro

Análise de Estrelas do Tipo *O* no
Infravermelho Médio

Donavan Souza Maia

Rio de Janeiro
2015

Análise de Estrelas do Tipo O no Infravermelho Médio

Donavan Souza Maia

Dissertação de Mestrado apresentada ao Programa de Pós-Graduação em Astronomia, Observatório do Valongo, da Universidade Federal do Rio Janeiro, como parte dos requisitos necessários à obtenção do título de Mestre em Astronomia.

Orientador: Wagner L. F. Marcolino

Rio de Janeiro
Novembro de 2015

Análise de Estrelas do Tipo O no Infravermelho Médio

Donavan Souza Maia

Orientador: Wagner Luiz Ferreira Marcolino

Dissertação de Mestrado submetida ao Programa de Pós-Graduação em Astronomia, Observatório do Valongo, da Universidade Federal do Rio Janeiro, como parte dos requisitos necessários à obtenção do título de Mestre em Astronomia.

Aprovada por:

Presidente, Prof. Dr.
Wagner L. F. Marcolino

Prof^a. Dr^a.
Silvia Lorenz Martins

Prof. Dr.
Marcelo Borges Fernandes

Rio de Janeiro
Novembro de 2015

Maia, Donavan Souza

Análise de Estrelas do Tipo *O* no Infravermelho Médio/
Donavan Souza Maia. - Rio de Janeiro: UFRJ/ OV, 2015.
xiv, 113f.: il.; 31cm.

Orientador: Wagner Luiz Ferreira Marcolino.

Dissertação (Mestrado) - UFRJ/ OV/ Programa de Pós-
Graduação em Astronomia, 2015.

Referências Bibliográficas: f. 84-90.

1. Estrelas do Tipo *O*. 2. Infravermelho médio. 3. Mo-
delos de atmosfera. I. Marcolino, Wagner Luiz Ferreira. II.
Universidade Federal do Rio de Janeiro, Observatório do
Valongo. III. Título.

Ao professor Wagner Marcolino, que pra mim foi muito mais que um orientador. Por toda sua dedicação e motivação que tornaram este trabalho possível.

The Sandman, Vol. 7: Brief Lives

I like the stars.
It's the illusion of permanence, I think.
I mean, they're always flaring up and caving in and going out.
But from here, I can pretend...
I can pretend that things last.
I can pretend that lives last longer than moments.
Gods come, and gods go.
Mortals flicker and flash and fade.
Worlds don't last;
And stars and galaxies are transient,
Fleeting things that twinkle like fireflies and vanish into cold and dust.
But I can pretend...

Neil Gaiman

Agradecimentos

Gostaria ao menos de registrar e deixar meus sinceros agradecimentos à todos que participaram, de alguma forma, nessa caminhada.

À minha família: Hélia, Daniella, Débora, Abadia, João e Joel. Obrigado pelo investimento, confiança e carinho. Claro que não poderia esquecer da minha esposa, obrigado Lays, por todo amor, dedicação e paciência nesses dois anos.

Um agradecimento especial ao meu orientador, Wagner. Sempre me ajudou em tudo, de ciência a dificuldades pessoais. Sem sua dedicação e motivação constantes eu jamais teria prosseguido. Gostaria de agradecer também à todos os professores e equipe técnica do Valongo.

Aos meus colegas de pós: Bruno, Hélio, Riano, Stavros, João, Sidcley, Carlos, Raquel Boesso e Raquel Nascimento. Obrigado pela ajuda nos trabalhos e disciplinas, pela descontração, conversas de bar e algumas partidas de DOTA.

Aos meus amigos da graduação, que permanecem comigo até hoje: Fernando, Eder, Samuel, Wagner, Lucas, Felipe e Paulo.

E por fim, aos meus amigos que me acompanham desde a infância: Kassio, Jorge, Marcos, Flávio, Fernando e Matheus.

Resumo

A evolução de estrelas O é extremamente sensível à taxa de perda de massa, sendo imprescindível medidas precisas desse parâmetro nas diferentes fases evolutivas da estrela. Atualmente, graças aos modelos atmosféricos temos a capacidade de obter medidas para a perda de massa através da comparação direta entre modelos sintéticos e dados observacionais. Existem diversas regiões que possuem linhas de diagnósticos conhecidas para a taxa de perda de massa nesses objetos, tais como: rádio, infravermelho próximo, ótico e ultravioleta, sendo essas duas últimas as mais usadas. A região do infravermelho médio nunca foi explorada de forma quantitativa para esses objetos, e isso nos motivou a analisar pela primeira vez uma amostra de 14 estrelas O nessa região, através do uso do código de atmosferas CMFGEN. Os dados foram obtidos com o telescópio SPITZER, e cobrem a faixa $\simeq 10 - 37\mu\text{m}$. Além dos dados no infravermelho médio, contamos com duas regiões de apoio para nossa análise: ultravioleta e ótico. Nossa amostra possui estrelas anãs e supergigantes, cobrindo as classes espectrais iniciais e tardias. A primeira parte deste trabalho consiste na caracterização do infravermelho médio. Através do cálculo de espectros para íons individuais, feitos a partir dos melhores ajustes para cada alvo, fizemos a identificação das linhas e encontramos que os espectros das estrelas O supergigantes são compostos apenas por linhas de Hidrogênio e Hélio, onde as principais transições são do Hidrogênio: 6α , 7α e 8α . A partir dos dados observados, calculamos medidas de larguras equivalente para todas as transições identificadas nas supergigantes. No entanto, as estrelas O anãs, em especial as tardias, não apresentaram nenhum sinal proveniente do vento. A segunda parte deste trabalho foi explorar a região do infravermelho médio em busca de novas linhas de diagnóstico para parâmetros atmosféricos. Realizamos testes com as linhas 6α , 7α e 8α para os principais parâmetros: temperatura efetiva (T_{ef}), gravidade superficial ($\log g$), intensidade do clumping, velocidade terminal (v_∞) e taxa de perda de massa (\dot{M}), onde cada parâmetro foi variado individualmente enquanto os demais permaneciam fixos. Encontramos que as linhas do infravermelho mostraram sensibilidade à todos os parâmetros testados, em especial à taxa de perda de massa. A variação das linhas para os diferentes parâmetros introduz um certo nível de degenerescência para o diagnóstico, o que nos levou a concluir que não é possível utilizar de forma isolada o infravermelho médio em análises espectroscópicas. No entanto, com uso de regiões complementares (e.g. ótico) para fixar os demais parâmetros (i.e. T_{ef} , $\log g$ e v_∞), podemos utilizar as linhas do infravermelho médio para estabelecer a taxa de perda de massa. Com relação ao último resultado, vale ressaltar que só conseguimos obter um ajuste simultâneo nas três regiões (ultravioleta, ótico e infravermelho) ao utilizar o mesmo valor para \dot{M} , o que reforça o uso da região para diagnósticos de perda de massa.

Palavras-chave: 1) Estrelas do tipo O 2) Infravermelho médio 3) Modelos de atmosfera.

**Rio de Janeiro
Novembro de 2015**

Abstract

The evolution of O type stars is extremely sensitive to the mass loss rate, so it's absolutely necessary to have accurate measurements of the mass loss rates in all evolutionary stages. Thanks to the currently generation of atmosphere models we can obtain measurements for the mass loss rate through straight comparision between observed and synthetic spectra. There are many regions which have well known diagnostic lines for the mass loss: radio, near infrared, optical and ultraviolet, where the last ones are the most common used. The mid-infrared region has never been explored quantitatively for these objects, and this motivated us to analyze for the first time a sample of 14 O type stars in this region via CMFGEN atmosphere code. The spectra were obtained with the SPITZER telescope covering the region between $\simeq 10 - 37\mu\text{m}$. In addition to the infrared data, we used two complementary regions as support: ultraviolet and optical. Our sample includes supergiant and dwarf stars, spanning a range from early to late type. Our first aim was to characterize the mid-infrared region. Through individual ions spectra made from best fit models, we identified several transition lines and found that the O supergiant spectra are composed only by Hydrogen and Helium lines, where the main transitions are Hydrogen lines: 6α , 7α e 8α . With the SPITZER data we calculated equivalent widths measurements for all identified lines for the supergiant sample. However, the dwarf sample (especially the late type objects) showed no signal from the wind. The second part of this work was to explore the full potential of the mid-infrared region for diagnostics of stellar wind parameters. We perform tests on the lines 6α , 7α e 8α for the main parameters: effective temperature (T_{eff}), superficial gravity ($\log g$), clumping intensity, terminal velocity (v_∞) and mass loss rate (\dot{M}), where each parameter was individually modified while the others remained fixed. We have found that the infrared lines were sensitive to all parameters tested, in particular to the mass loss rate. The lines variation for different parameters introduces a certain level of degenerescence for the diagnostics, which led us to conclude that it's not possible to use only the mid-infrared region in spectroscopic analysis. However, with complementary regions (e.g. optical) we can fix the remaining parameters (i.e. T_{eff} , $\log g$ e v_∞), and use the mid-infrared lines to determine the mass loss rate. With respect to the last results, it is noteworthy that we could only get a simultaneous adjustment for the three regions (ultraviolet, optical and infrared) by using the same value for \dot{M} , which reinforces the diagnostics for mass loss rates in the mid-infrared.

Keywords: 1) O type stars 2) Mid-infrared 3) Atmosphere models.

**Rio de Janeiro
Novembro de 2015**

Lista de Figuras

1.1	Modelo Casca de Cebola	5
1.2	Evolução de uma estrela de $60M_{\odot}$	7
1.3	Cenário de Conti modificado	9
1.4	Lei beta de velocidades	13
1.5	HD93204 - Perfil P Cygni	14
1.6	Formação de um Perfil P Cygni	16
2.1	Representação artística da órbita solar do Spitzer.	23
2.2	Foto do Instrumento IRS	25
2.3	Efeito de “line-blanketing” na distribuição de energia.	32
2.4	Efeito de “clumping” no ajuste teórico das linhas de O V 1371 e N IV 1718.	34
2.5	Representação artística dos diferentes tipos de vento estelar (Homogêneo × “clumped”).	34
2.6	HD 190429A: Modelos CMFGEN (Vermelho) x Observações (Preto). . .	46
3.1	Espectros no infravermelho médio: Morfologia dos espectros das estrelas Supergigantes.	51
3.2	Contribuição de íons individuais nas linhas: $11.32\mu\text{m}$, $12.37\mu\text{m}$, $13.13\mu\text{m}$, $19.07\mu\text{m}$ e $27.8\mu\text{m}$ para os espectros das supergigantes do tipo inicial. .	52

3.3	Contribuição de íons individuais nas linhas: $11.32\mu\text{m}$, $12.37\mu\text{m}$, $13.13\mu\text{m}$, $19.07\mu\text{m}$ e $27.8\mu\text{m}$ para os espectros das supergigantes do tipo tardio.	54
3.4	Valores de larguras equivalentes das principais linhas do infravermelho médio (6α , 7α e 8α) para todas as supergigantes da amostra.	55
3.5	Região de formação de linhas do ultravioleta, ótico e infravermelho médio para as supergigantes.	58
3.6	Espectros no infravermelho médio: Morfologia dos espectros das estrelas anãs.	60
3.7	Região de formação de linhas do ultravioleta, ótico e infravermelho médio para as anãs.	61
4.1	Testes de temperatura efetiva para a estrela Alpha Cam.	68
4.2	Testes de temperatura efetiva para a estrela HD188209.	69
4.3	Testes de temperatura efetiva para a estrela Zeta Puppis.	69
4.4	Testes de gravidade superficial para a estrela Alpha Cam.	71
4.5	Testes de gravidade superficial para a estrela HD188209.	71
4.6	Testes de gravidade superficial para a estrela Zeta Puppis.	71
4.7	Testes de clumping para a estrela Alpha Cam.	73
4.8	Testes de clumping para a estrela Zeta Puppis.	73
4.9	Testes de clumping para a estrela HD188209.	74
4.10	Testes de velocidade terminal para a estrela Alpha Cam.	75
4.11	Testes de velocidade terminal para a estrela Zeta Puppis.	75
4.12	Testes de velocidade terminal para a estrela HD188209.	76
4.13	Testes de perda de massa para a estrela Alpha Cam.	77
4.14	Testes de perda de massa para a estrela Zeta Puppis.	78
4.15	Comparação das diferentes determinações de perda de massa: $\dot{M}(UV) \times \dot{M}(OPT) \times \dot{M}(IV)$	80

A.1	Amostra de parte do arquivo VADAT utilizado no CMFGEN.	91
A.2	Amostra de parte do arquivo CORRECTION_SUM utilizado no CMF- GEN.	92
A.3	Amostra de parte do arquivo OBSFLUX utilizado no CMFGEN.	93
A.4	Amostra de partes do arquivo CMF_FLUX_PARAM_INIT utilizado no CMFGEN.	94
B.1	HD 38666: Modelo CMFGEN (Vermelho) x Observações (Preto).	96
B.2	HD 207198: Modelo CMFGEN (Vermelho) x Observações (Preto).	97
B.3	HD 209975: Modelo CMFGEN (Vermelho) x Observações (Preto).	98
B.4	HD 188209: Modelo CMFGEN (Vermelho) x Observações (Preto).	99
B.5	HD 30614 (α Cam): Modelo CMFGEN (Vermelho) x Observações (Preto).	100
B.6	HD 188001: Modelos CMFGEN (Vermelho) x Observações (Preto).	101
B.7	HD 66811 (ζ Puppis): Modelo CMFGEN (Vermelho) x Observações (Preto).	102
B.8	10Lac: Modelo CMFGEN (Vermelho) x Observações (Preto).	103
D.1	Composição individual para os testes de temperatura efetiva para a estrela Zeta Puppis.	111
D.2	Composição individual para os testes de temperatura efetiva para a estrela HD188209.	112
D.3	Composição individual para os testes de temperatura efetiva para a estrela Alpha Cam.	113

Lista de Tabelas

1.1	Tabela com duração aproximada de cada uma das fases de evolução de uma estrela de $25M_{\odot}$	6
2.1	Propriedades do instrumento IRS.	25
2.2	Configuração do instrumento IRS utilizada nas observações.	27
2.3	Amostra observada com o Telescópio Spitzer.	27
2.4	Conjunto de dados atômicos utilizado na análise.	40
2.5	Parâmetros estelares e do vento utilizados nos melhores ajustes dos objetos da nossa amostra.	45
3.1	Identificação de linhas: Supergigantes do tipo inicial.	56
3.2	Identificação de linhas: Supergigantes do tipo tardio.	56
3.3	Lista de possíveis linhas proibidas na região do infravermelho médio para as supergigantes.	57
C.1	Identificação de linhas e medidas de largura equivalente para cada alvo.	105

Sumário

1	Introdução	1
1.1	Visão Global	1
1.2	Evolução das Estrelas de Alta Massa	4
1.3	Ventos Estelares	12
1.4	Objetivos	18
2	Observações e Metodologia	21
2.1	O Telescópio Espacial Spitzer (Werner et al. 2004)	22
2.2	O Espectrógrafo IRS (Houck et al. 2004)	24
2.3	Dados no Infravermelho Médio	26
2.4	Ultravioleta e Ótico	27
2.5	Metodologia: Modelos de Atmosferas	28
2.5.1	Parâmetros de entrada e saída	35
2.6	Obtenção dos Parâmetros Estelares	37
2.7	Custo Computacional	42
2.8	Ajustes Espectrais	43
3	Morfologia do Infravermelho Médio	47
3.1	Linhas Proibidas	48
3.2	Identificação das Linhas Formadas no Vento	48

3.2.1	Identificação das Linhas: Supergigantes	49
3.2.2	Identificação das Linhas: Anãs	59
3.3	Conclusões	62
4	Diagnósticos no Infravermelho Médio	65
4.1	Temperatura Efetiva	67
4.2	Gravidade Superficial	69
4.3	Clumping	72
4.4	Velocidade Terminal	72
4.5	Taxa de Perda de Massa	76
4.6	Principais Conclusões da Análise	78
5	Conclusões e Perspectivas	81
	Referências Bibliográficas	84
A	Arquivos do CMFGEN	91
B	Melhores Ajustes Espectrais	95
C	Larguras Equivalentes	104
D	Contribuição Individual de H I, He I e He II nos Testes de Temperatura Efetiva.	110

Capítulo 1

Introdução

1.1 Visão Global

Estrelas do tipo *O* são objetos raros, classificadas como estrelas de alta massa¹ ($M_{ZAMS} \gtrsim 8M_{\odot}$, onde M_{ZAMS} ² é a massa inicial na sequência principal da estrela). Uma estimativa do número de estrelas *O* na Galáxia pode ser encontrada em [Maíz Apellániz et al. \(2013\)](#), considerando-se um disco de $12kpc$ a partir do centro galáctico com o Sol situado a $8kpc$. Foi encontrada uma taxa de $30 - 40$ estrelas *O* por kpc^2 , que estendendo para toda Galáxia, resulta em aproximadamente 14000 a 18000 estrelas. Se considerarmos efeitos como gradiente de densidade radial, binárias, extinção irregular, o número real de estrelas *O* pode ser 2 ou 3 vezes maior. Porém, o número de objetos catalogados atualmente não é desta ordem. O catálogo Galáctico de estrelas *O* ([Maíz Apellániz et al. 2013](#)), por exemplo, conta com 448 alvos identificados.

Quando se trata de estrelas, a massa é fundamental. É ela quem determinará parâmetros como luminosidade, temperatura e até mesmo seu tempo de vida. As estrelas *O* possuem temperaturas que facilmente ultrapassam os 20000 K, fazendo com que sejam muito luminosas e morram extremamente rápido. Com um tempo de vida

¹Também chamada de estrela massiva ou estrela maçuda.

²Do inglês: Zero Age Main-Sequence

típico da ordem de 10^6 anos, que é muito curto comparado a estrelas de baixa massa³ ($\sim 10^9$ anos), são geralmente encontradas em regiões de formação estelar circundadas por gás e poeira, e dificilmente são observadas em regiões isoladas. De acordo com [Kroupa \(2001\)](#), a população de estrelas *O* na Galáxia é de cerca de apenas 0.15%, então apesar de possuírem massas elevadas contribuem somente com $\approx 12\%$ da massa total estelar. Sua raridade faz com que suas distâncias típicas sejam frações consideráveis do tamanho da Galáxia.

Apesar de raras, estrelas *O* desempenham um papel crucial em várias áreas da Astronomia desde Física Estelar até estudos sobre o Meio Interestelar (MI) ([Murray et al. 2010](#)), Evolução Química das Galáxias ([Cunha e Daflon 2005](#)) e re-ionização do Universo ([Bromm et al. 2001](#)).

Devido a temperaturas elevadas, a maior parte do fluxo de energia de estrelas *O* se encontra no ultravioleta, tornando esses objetos as principais fontes de fótons ionizantes e os responsáveis pela formação de regiões *HII*, regiões frequentemente usadas para traçar gradientes de metalicidades em galáxias ([Shaver et al. 1983](#)). De uma forma geral, elas dominam a evolução química e dinâmica do meio das galáxias hospedeiras.

Podem atuar também na ignição para formação estelar ([Martins et al. 2010](#); [Zavagno et al. 2007](#)), como por exemplo em bordas de regiões *HII* em expansão. De acordo com modelos ([Elmegreen e Lada 1977](#)), matéria pode ser acretaada entre as frentes de ionização e de choque. Quando é coletado matéria o suficiente ocorre o processo de fragmentação, levando a formação de novas estrelas. Além disso, seu fluxo ionizante é responsável pela formação de linhas de emissão nebular ($Ly\alpha$ ou $H\alpha$), geralmente usadas para traçar regiões de formação estelar ([Kennicutt 1998](#); [Russeil et al. 2005](#)).

No final de suas vidas elas explodem como supernova de colapso do núcleo, levando à formação de estrelas de nêutrons e buracos negros. Na Via Láctea, a taxa estimada de explosões de supernovas é de cerca 2 a cada 100 anos ([Diehl et al. 2006](#)). Essa taxa

³ $M_{ZAMS} \lesssim 2M_{\odot}$

excede o histórico de explosões observadas, que foram 8 eventos em aproximadamente 2000 anos. Os dois últimos, em 1572 e 1604, foram observados em mais detalhes pelos astrônomos Tycho Brahe e Johannes Kepler, respectivamente. Isso significa que não foi detectada uma única supernova nos últimos 400 anos. É possível que alguns eventos tenham sido distantes e foram obscurecidos pelo meio interestelar, mas com a atual capacidade de observação em vários comprimentos de onda, é certo que a próxima supernova na Galáxia não passará despercebida.

As explosões de supernovas atingem luminosidades altíssimas ($\sim 10^{10}L_{\odot}$), no entanto isso corresponde apenas 1% da energia mecânica liberada pela explosão ($\sim 10^{51}erg$). Parte dos elementos pesados produzidos pela nucleossíntese é liberada durante a explosão à altas velocidades ($\sim 10^4 \text{ km s}^{-1}$) (Maeder 2009). Isso faz com que sejam grandes responsáveis pelo enriquecimento químico e injeção de energia cinética no meio interestelar (Woosley e Janka 2005).

Uma outra característica fundamental em estrelas massivas são os ventos estelares, que são suas próprias atmosferas em expansão⁴. Estes são responsáveis por depositar uma grande quantidade de material enriquecido, que é produzido no núcleo através de reações termonucleares, energia e momentum no meio interestelar durante toda sua vida ($\sim 10^{51}$ ergs, mais detalhes em Abbott 1982), e estão diretamente ligados às taxas de perda de massa que é um parâmetro fundamental para essas estrelas pois possui um papel importante mesmo durante a Sequência Principal.

Portanto, é fundamental que haja o desenvolvimento do conhecimento acerca da atmosfera desses objetos em todas as diferentes fases evolutivas da estrela. Porém, evolução de estrelas de alta massa é um tópico que além de complexo, ainda possui muitas incertezas. Por isso, dedicamos a próxima seção deste trabalho para tratarmos deste tema.

⁴Uma outra definição para vento estelar seria um contínuo fluxo de matéria que emana das superfícies das estrelas.

1.2 Evolução das Estrelas de Alta Massa

Nesta seção nos concentraremos na evolução de estrelas massivas individuais⁵. Veremos, de uma maneira geral, as diferentes fases evolutivas da vida de uma estrela massiva, discutindo os processos físicos mais importantes.

Uma estrela inicia sua vida a partir do momento em que ela entra na ZAMS, que é quando inicia a queima de hidrogênio no núcleo à uma temperatura de $\sim 10^7$ K. Esta fase é chamada de *Sequência Principal* e corresponde a maior parte de sua vida ($\sim 90\%$). Para valores de massa acima de $\sim 1.3M_{\odot}$ a principal forma de queima de hidrogênio é através do *ciclo CNO* (Carbono-Nitrogênio-Oxigênio), que ocorre a uma temperatura mais elevada do que as cadeias próton-próton (cerca de $T_c \sim 1.7 \cdot 10^7$ K, onde T_c é a temperatura no núcleo da estrela). Para que o processo ocorra é necessário que os elementos CNO estejam presentes na composição química inicial da estrela, o que faz com que esse ciclo não ocorra em estrelas de População III por exemplo. Basicamente, o ciclo é dividido em uma sequência principal de CN e duas sequências de ON, onde essas duas últimas se tornam mais importantes quanto maior a temperatura no núcleo. O resultado líquido do processo é converter quatro átomos de Hidrogênio (^1H) em um núcleo de Hélio⁶ (^4He).

Enquanto ocorre o processo de fusão há um aumento na temperatura central, elevando a pressão interna, o que causa uma expansão da envoltória da estrela e uma queda na temperatura efetiva. Quanto maior a massa da estrela, mais rápido o hidrogênio é consumido, e quando a quantidade disponível no centro não é suficiente para manter a estrutura, a estrela começa a contrair. Durante esta fase de contração temos um núcleo inerte de Hélio, mas o Hidrogênio ainda queima em uma casca ao redor do núcleo. O processo de contração continua até que a temperatura central atinja o valor necessário

⁵Uma visão geral da evolução de estrelas binárias pode ser encontrada em [de Mink et al. \(2014\)](#) e [Langer et al. \(2008\)](#).

⁶Existe também uma sequência mais rara que ocorre em baixíssima frequência e o produto final é o ^{16}O .

para iniciar a queima de Hélio, cerca de 10^8 K, enquanto o Hidrogênio ainda queima ao redor do núcleo.

Para estrelas com massas superiores a $\sim 7 - 9M_{\odot}$ o processo se repete, e nas fases posteriores temos Carbono ($\sim 6 - 8 \times 10^8$ K), Oxigênio ($\sim 1.9 \times 10^9$ K) e por fim Silício ($\sim 3.3 \times 10^9$ K) como principais fontes de energia sendo processadas no núcleo, enquanto os estágios anteriores continuam a queimar em cascas mais externas. Esse processo forma a estrutura chamada “casca de cebola”, como pode ser visto na Figura 1.1. A queima de Silício levará a formação de Ferro, a partir desse ponto não é possível ocorrer mais fusões termonucleares, pois a produção de elementos mais pesados que o ferro ocorre através de processos endotérmicos. Os elementos mais pesados serão formados a partir de capturas de nêutrons.

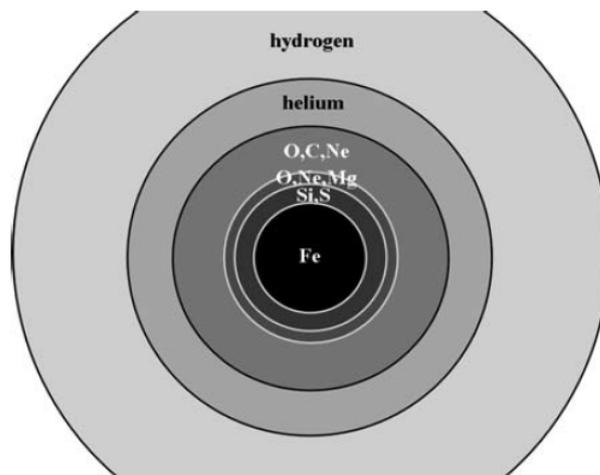


Figura 1.1: Representação esquemática do modelo da casca de cebola. De [Maeder \(2009\)](#)

Cada uma das fases posteriores duram menos do que a anterior. Uma estimativa de cada fase para uma estrela de $25M_{\odot}$ pode ser encontrada em [Chieffi et al. \(1998\)](#), apresentada na Tabela 1.1. As sucessivas reações nucleares ocorrem a temperaturas e densidades centrais cada vez maiores.

Em geral, as teorias de evolução estelar usam o diagrama de Hertzsprung-Russell para comparar as predições com os dados observados. Pode ser usado, entre outras

Tabela 1.1: Tabela com duração aproximada de cada uma das fases de evolução de uma estrela de $25M_{\odot}$, com abundância solar e sem levar em conta os efeitos de rotação. Os principais produtos resultantes de cada fusão também é apresentado. Adaptado de [Chieffi et al. \(1998\)](#).

Elemento Processado	Produtos Resultantes	Duração Aproximada do Processo
H	He	6 milhões de anos
He	C, O	700 mil anos
C	Ne, O	200 anos
Ne	O, Mg	300 dias
O	S, Si, Ar, Ca	134 dias
Si	Fe, Cr, Ni, Ti	29 horas

funções, para caracterizar o tempo de vida das estrelas que está associado às diferentes localizações neste diagrama. Dependendo de sua massa inicial, rotação e composição química, a estrela segue um trajetória única no diagrama. Para relacionar fases evolutivas com espectroscópicas é necessário o uso de espectros sintéticos obtidos em modelos de evolução estelar. Essas duas definições podem ser confundidas ou terem significados diferentes para diferentes áreas. Neste trabalho entenda-se por fase evolutiva como sendo relacionada à qual elemento elemento está a ser processado no núcleo da estrela, ou seja, está relacionada com a estrutura interna da estrela e não pode ser observada diretamente, neste caso é feito o uso de modelos. A fase espectral está relacionada a aparência do espectro observado, então está ligada as propriedades da superfície da estrela, isto é, das propriedades físicas na atmosfera (temperatura efetiva, gravidade superficial, luminosidade e abundância superficial) e no vento (\dot{M} e velocidade terminal v_{∞}). A fase espectroscópica pode estar ligada a diferentes fases evolutivas.

Um estudo evolutivo-espectroscópico da evolução de uma estrela de $60M_{\odot}$, à metalicidade solar e sem rotação pode ser encontrado em [Groh et al. \(2014\)](#). Nesse trabalho foram calculados de forma acoplada o estágio evolutivo, e o respectivo espectro sintético utilizando o código de evolução estelar de Geneva, e o código de atmosfera estelar CMF-GEN. Foram escolhidos 53 estágios espectroscópicos afim de cobrir toda a evolução da ZAMS até à fase de pré-supernova. Na Figura 1.2 são apresentadas as diferentes fases

evolutivas no diagrama HR.

Pelo esquema apresentado na Figura 1.2, vemos que a sequência evolutiva têm as seguintes fases espectrais:

- O3 I (ZAMS) → O4 I (ainda na Sequência Principal, na metade da fase de queima de Hidrogênio) → LBV quente (ao final da Sequência Principal) → LBV fria (quando inicia a queima de Hélio) → WN tardia → WN inicial → WC (na metade da fase de queima de Hélio) → WO (do final da queima de Hélio até o colapso do núcleo).

É possível notar que a estrela possui o espectro de uma estrela supergigante (classe de luminosidade I), durante a Sequência Principal! Porém isso não significa que a estrela seja uma supergigante, isto é devido a definição de fase espectral. Relacionada com a aparência do espectro observado, ou seja, ligada às propriedades da superfície da estrela, a fase espectral apresenta as propriedades físicas da atmosfera (devido a temperatura efetiva, luminosidade, gravidade e abundância superficial) e do vento (taxa de perda de massa \dot{M} e velocidade terminal v_∞). Isso faz com que a estrela possa apresentar o espectro de uma supergigante, dependendo das suas condições físicas, mas na verdade ser uma anã.

Outra característica importante a ser notada é que a estrela nunca entra em uma fase vermelha. Estando sempre do lado azul do diagrama HR, a estrela vai da Sequência Principal direto para fase de Wolf-Rayet, passando rapidamente por uma LBV. A causa é um dos parâmetros fundamentais na evolução de estrelas de alta massa, tendo efeito mais acentuado quanto maior a massa inicial da estrela: o vento estelar. Uma estrela de $60 M_\odot$ possui uma taxa de perda de massa tão elevada (cerca de $\sim 10^{-6} M_\odot \text{ ano}^{-1}$ já na Sequência Principal), que ao final da Sequência Principal a estrela já teve toda sua envoltória mais externa removida pelo vento. Uma determinação precisa para a perda de massa se mostra uma tarefa tão importante que, diferentes medidas de \dot{M} , mesmo

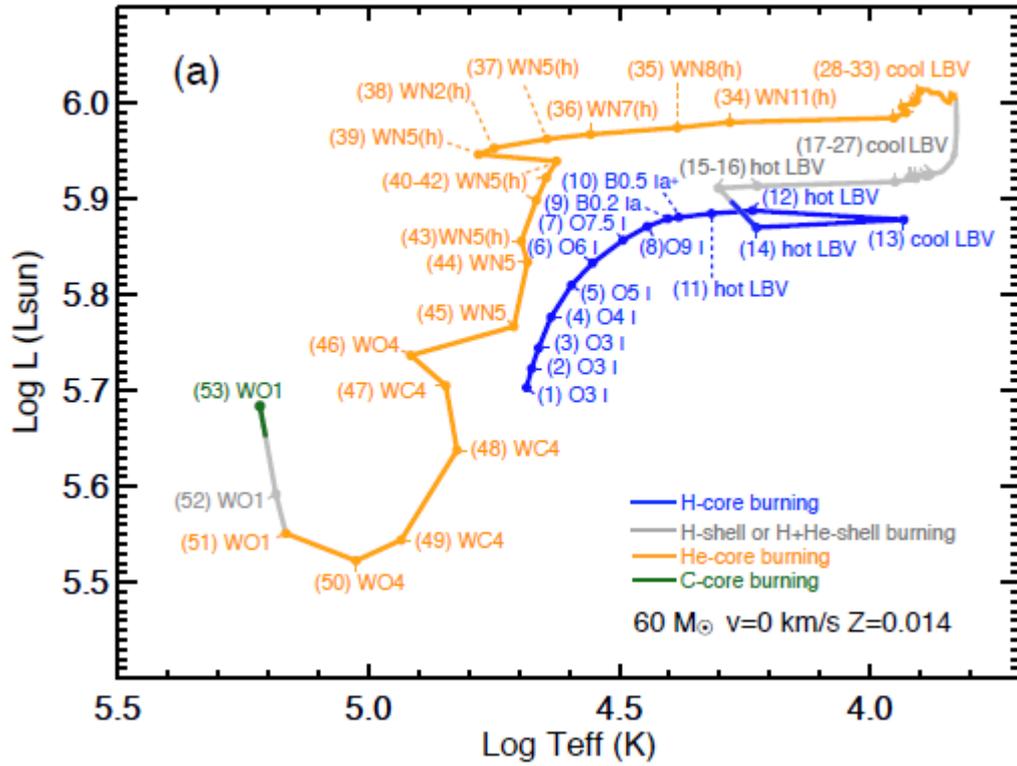


Figura 1.2: (a) Diagrama HR mostrando a evolução de uma estrela com massa inicial de $60M_{\odot}$, sem rotação e com metalicidade $Z = 0.014$. As cores correspondem as diferentes fases de evolução de uma estrela de alta massa, em azul a fase de queima de Hidrogênio no núcleo, em laranja a fase de queima de Hélio, a queima de Carbono está em verde. Para a queima de H e/ou He em uma casca circundante ao núcleo, veja a cor cinza. As siglas correspondem as fases espectroscópicas, são elas: (i) A classificação MK comum (fases do tipo - *O*, *B*,...), pode ser subdividida de acordo com a classe de luminosidade (I, Ia, Ia+, Ib, Iab, II, III, IV, V); (ii) A fase Wolf-Rayet (WR), é subdividida em WN (com linhas de Nitrogênio), WC (linhas de Carbono) e WO (com linhas de Oxigênio e Carbono). WN e WC são subdivididas em WNE (WN do tipo inicial, de WN1 até WN5) e WNL (WN do tipo tardio, de WN6 até WN9), o mesmo raciocínio é aplicado às WC; (iii) A fase Variável Azul Luminosa (LBV), subdividida em quentes e frias. Adaptado de Groh et al. (2014).

por um fator 2, podem levar uma mesma estrela a trajetórias evolutivas completamente diferentes, e a até mesmo à remanescentes diferentes (Meynet et al. 1994).

A sequência evolutiva discutida acima pode ser estendida para estrelas com diferentes massas. A Figura 1.3, apresenta um esquema baseado em modelos sem rotação e com metalicidade solar. É conhecido como cenário de Conti modificado, baseado em Conti (1975).

$M > 60 M_{\odot}$:	$O \rightarrow Of/WNL \rightarrow LBV \rightarrow WNL \rightarrow (WNE) \rightarrow WC \rightarrow SN\text{ Ibc}$	WR
$M = 40 - 60 M_{\odot}$:	$O \rightarrow BSG \rightarrow LBV \rightarrow WNL \rightarrow (WNE) \rightarrow WC \rightarrow SN\text{ Ibc}$	
$M = 30 - 40 M_{\odot}$:	$O \rightarrow BSG \rightarrow RSG \rightarrow WNE \rightarrow WCE \rightarrow SN\text{ Ibc}$	
$M = 25 - 30 M_{\odot}$:	$O \rightarrow (BSG) \rightarrow RSG \rightarrow (YSG?) \rightarrow SN\text{ II-L/b}$	RSG
$M = 10 - 25 M_{\odot}$:	$O \rightarrow RSG \rightarrow (\text{Ceph. loop for } M < 15 M_{\odot}) \rightarrow RSG \rightarrow SN\text{ II-P}$	

Figura 1.3: Cenário de Conti modificado para o esquema evolutivo de estrelas de alta massa. De Ekström et al. (2013).

É possível notar que a evolução pode ser separada em três grupos principais:

- **$M > 40 M_{\odot}$:** Esta faixa cai no caso já discutido acima. São estrelas que possuem fortes perdas de massa ($\sim 10^{-6} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ na Sequência Principal) de maneira que estão sempre na região mais deslocada para o azul do diagrama HR. Para estrelas com massas superiores a $60 M_{\odot}$, pode ocorrer a entrada diretamente na fase de Wolf-Rayet.
- **$M \sim 30 - 40 M_{\odot}$:** Realizam a sequência azul-vermelha-azul. Essas estrelas perdem apenas parte da envoltória externa e evoluem para o lado vermelho, indo de uma supergigante azul (SGA) para uma supergigante vermelha (SGV). Nessa fase a perda de massa ainda é suficiente para remover o resto da sua envoltória, se tornando uma Wolf-Rayet.
- **$M \sim 10 - 30 M_{\odot}$:** Nessa faixa as estrelas ainda possuem uma forte perda

de massa durante toda a evolução, mas não o suficiente para remover toda sua envoltória. No entanto, a perda de massa ainda é importante pois pode alterar o tempo de vida e composição química de cada fase evolutiva. Depois de deixar a Sequência Principal evoluem rapidamente para a fase SGV.

As estrelas com massa entre $25 - 30 M_{\odot}$ podem experimentar uma fase de supergigante amarela, que é curta e transitória, e acredita-se ocorrer entre a evolução de SGV \rightarrow SGA ou vice-versa. Elas são muito raras e sensíveis aos detalhes dos estágios evolutivos anteriores, sendo um grande desafio para os códigos de evolução estelar.

Entre $10 - 25 M_{\odot}$ elas atravessam a “*faixa de instabilidade das cefeidas*”, onde experimentam fortes pulsações e são observadas como Cefeidas.

Todas as trajetórias evolutivas mostradas acima terminam em uma supernova de colapso do núcleo, com o tipo especificado na Figura 1.3.

Note que até agora todos os estudos apresentados desconsideram os efeitos de rotação. Historicamente, devido aos bons resultados da teoria de evolução estelar, os efeitos da rotação eram considerados como efeitos de segunda ordem. Entretanto, estudos recentes mostram discrepâncias entre os modelos e as observações, principalmente nas abundâncias de estrelas *OB* e na distribuição das estrelas no diagrama HR em diferentes metalicidades. De fato, os resultados obtidos por modelos tais como trajetórias no diagrama HR, tempo de vida, enriquecimento e remanescentes são fortemente influenciados pela rotação. Os efeitos básicos da rotação são [Maeder e Meynet \(2000\)](#):

- **Efeitos Hidrostáticos:** Com a rotação surge a força centrífuga, que depende da latitude. Isso faz com que ocorra a redução da gravidade efetiva e cause uma deformação na estrela, fazendo com que perca a simetria esférica e ficando achatada nos polos. As equações de estrutura estelar precisarão ser modificadas.

- **O Teorema de Von Zeipel:** é essencial para prever a distribuição de temperatura em função da latitude na superfície da estrela. Proposto por Hugo von Edvard Zeipel em 1924, esse teorema diz a temperatura é proporcional à gravidade local.
- **Transporte de Momentum Angular e Mistura de Elementos Químicos:** no interior de uma estrela girante surgem instabilidades como convecção, difusão turbulenta e circulação meridional, que são responsáveis pelo transporte de momentum angular e elementos químicos do interior para a superfície da estrela. A mistura de elementos faz com que os traços no diagrama HR de modelos com rotação sejam mais luminosos, pois Hélio e outros elementos resultantes da queima de Hidrogênio são levados à zona radiativa da estrela, reduzindo a opacidade e aumentando a luminosidade. O transporte também deposita Hidrogênio “fresco” no núcleo, aumentando o tempo de vida na Sequência Principal. As altas luminosidades e maior tempo de vida contribuem para remanescentes com massas finais menores.

Em particular para estrelas OB, durante a Sequência Principal a mistura causada pela rotação têm importantes efeitos nas taxas de N/C (Herrero et al. 2000, 1998). Caso não fosse levada em consideração, o material processado pelo ciclo-CNO só deveria aparecer na superfície durante a fase de SGV, quando ocorresse a primeira *dragagem*⁷.

- **Instabilidades:** este é um campo complexo e podemos citar os principais tipos de instabilidades em estrelas de alta massa: Instabilidade de Solberg-Høiland (o substituto para o critério de Schwarzschild) e instabilidades de cisalhamento.
- **Efeitos na Perda de Massa:** para estrelas OB, os efeitos da rotação na perda de

⁷Ocorre durante a fase SGV, a zona convectiva aumenta se tornando profunda o suficiente para levar material processado para a superfície.

massa (discutida em detalhes mais adiante), são relativamente pequenos. Efeitos consideráveis serão observados em casos que a velocidade de rotação se aproxima da velocidade de rotação crítica, causando um aumento na perda de massa e quebrando a simetria esférica do vento, sendo mais forte nos pólos que no equador (Cranmer e Owocki 1995; Petrenz e Puls 2000), como nas LBVs. Por outro lado, a perda de massa remove momentum angular da estrela, reduzindo a taxa de rotação (Langer 1998).

Os melhores modelos evolutivos existentes geralmente usam receitas teóricas para a taxa de perda de massa obtidas por Vink et al. (2000) e Vink et al. (2001), método que também possui incertezas. A taxa de perda de massa (\dot{M}) é determinada através do estudo do vento estelar, por isso antes de prosseguirmos apresentaremos esse conceito.

1.3 Ventos Estelares

Um vento estelar é uma perda contínua de gás das partes mais externas de uma estrela, caracterizando uma atmosfera em expansão. É através deste processo que as estrelas interagem com o meio a sua volta, injetando momento, energia e matéria processada pelas reações nucleares no interior estelar.

Os espectros das estrelas O, objetos de estudo da presente dissertação, são parcialmente formados em ventos. De fato, para se entender fisicamente estrelas O, devemos entender seus ventos. Começaremos a discussão de ventos com a seguinte pergunta: Qual o mecanismo responsável pela condução do vento?

A principal força responsável depende do tipo da estrela e até mesmo da fase de sua vida. Para estrelas quentes, a teoria atual é a de ventos conduzidos por radiação, especificamente por linhas espectrais.

Estrelas quentes emitem a maior parte do seu espectro no ultravioleta (UV). O que faz o vento ser conduzidos por linhas e não pelo contínuo, é a opacidade. A opacidade

de uma linha opticamente espessa, por exemplo C IV 1550Å, chega a ser um fator 10^6 vezes maior do que a opacidade do espalhamento dos elétrons (Lamers e Cassinelli 1999).

Porém o que faz esse processo realmente eficaz é o efeito Doppler, sem ele as transições ocorreriam apenas nas camadas mais internas da atmosfera enquanto que as mais externas não receberiam fótons com o comprimento de onda da transição, fazendo com que a força nessas zonas caísse. No entanto, como o gás está se movendo para fora da estrela, um átomo verá os fótons emitidos na superfície da estrela deslocados para o vermelho. Isso fará com que seja possível que ele absorva fótons do contínuo que não foram absorvidos nas camadas mais internas, tornando o mecanismo realmente eficaz.

O efeito Doppler está intimamente ligado à estrutura de velocidade do gás no vento estelar. Uma determinação robusta seria obtida através da solução acoplada das equações de transporte radiativo e hidrodinâmico (discussão abordada no Capítulo §2), o que é uma tarefa extramente complexa. Uma estratégia seria adotar uma estrutura de velocidades, na literatura é comumente utilizado uma lei- β (Ver Figura 1.4), onde o vento é praticamente zero próximo a superfície e tende a um valor constante (chamado velocidade terminal, v_∞) quando a distância tende ao infinito ($r \rightarrow \infty$).

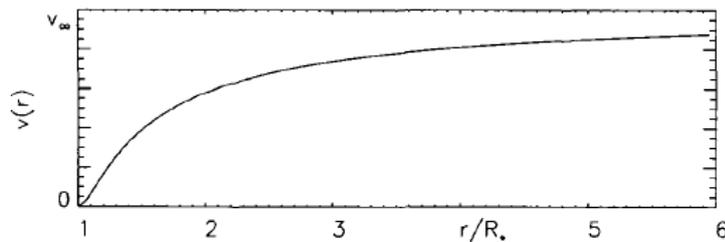


Figura 1.4: Lei β de velocidade com uma velocidade terminal v_∞ , onde R_* é o raio da estrela, r é a distância radial com relação a superfície da estrela e $v(r)$ a velocidade do gás em cada ponto do vento. De Lamers e Cassinelli (1999)

Baseado na lei apresentada anteriormente, nesta seção apresentarei uma explicação qualitativa sobre a formação de uma das linhas mais importantes nos espectros de

estrelas massivas, os perfis P Cygni. Falaremos também sobre os principais métodos de diagnóstico de perda de massa bem como suas limitações e incertezas.

Esses perfis são linhas espectrais que consistem de uma componente em absorção deslocada para o azul, e uma em emissão para o vermelho. Um exemplo pode ser visto na Figura 1.5 para a estrela HD93204. Nesse exemplo dizemos que o perfil está fortemente saturado, com o fluxo chegando a zero em praticamente toda a componente de absorção.

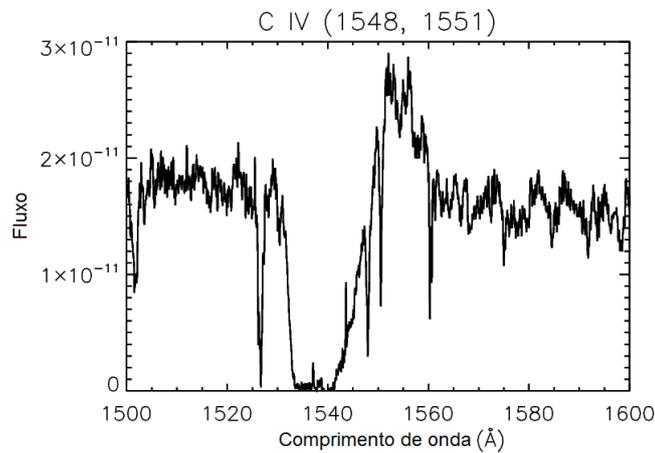


Figura 1.5: Perfil P Cygni na estrela HD93204, composto por um dubleto de CIV, com os valores de comprimento de onda em repouso das transições indicados entre parênteses.

Como o maior fluxo de energia em estrelas O é na região do UV, os perfis serão formados por átomos relativamente abundantes, geralmente por linhas ressonantes com maiores forças de oscilador nessa região, tais como C, N, O e Si⁸. Isso os tornam excelentes indicadores para taxa de perda de massa, caso as linhas não estejam saturadas. Caso haja saturação, ainda temos aplicações. Além de servir como estimativa para um limite inferior para perda de massa, são excelentes diagnósticos para determinar a velocidade terminal do gás, já que os perfis estão diretamente ligados com o Efeito

⁸Devido as condições físicas no vento (*e.g.* temperatura, densidade, grau de ionização), nem todos os elementos presentes na superfície estelar irão possuir um perfil P Cygni.

Doppler. Para entender essa ligação seguiremos uma explicação qualitativa da formação de um P Cygni adaptada de [Lamers e Cassinelli \(1999\)](#).

Vamos considerar um modelo de vento estelar esfericamente simétrico, na qual o vento assuma uma lei β de velocidades, como ilustrado na Figura 1.6. Considere que o elemento em questão permeie toda a extensão do vento. Um observador externo pode identificar quatro regiões que irão contribuir para a formação de uma linha espectral:

- A estrela (S) na qual emite um contínuo, possivelmente com componentes fotossféricas em absorção no comprimento de onda em repouso da linha λ_0 .
- O tubo (F) que se estende em direção ao observador. O gás em (F) está se movendo em direção ao observador com velocidades entre 0 e $-v_\infty$.
- O tubo (O) ao lado oposto de (F), nessa região o gás se afasta do observador, porém a radiação emitida nesta região nunca alcança o observador pois está sendo bloqueada pela estrela.
- As regiões laterais (H) que seriam observadas como um “halo”. O gás nessa região possui componentes de velocidade tanto no sentido em direção ao observador quando no sentido contrário. As componentes da velocidade na direção do observador nessa região variam entre $-v_\infty$ e v_∞ .

A Figura 1.6 mostra que as contribuições diferentes de cada parte do vento, quando sobrepostas, dão origem aos perfis P Cygni. A região (F) é responsável por espalhar fótons que atingiriam o observador (caso não houvesse gás). Os fótons espalhados produzem uma absorção com deslocamento para o azul devido ao efeito Doppler com velocidades entre 0 e $-v_\infty$. Note que esta componente em absorção pode atingir fluxo 0, caso o vento seja muito denso. No halo (H), o gás espalha a radiação isotropicamente, fazendo com que os fótons que não foram emitidos originalmente na direção do observador, sejam observados. Isto produzirá uma componente em emissão, com deslocamento

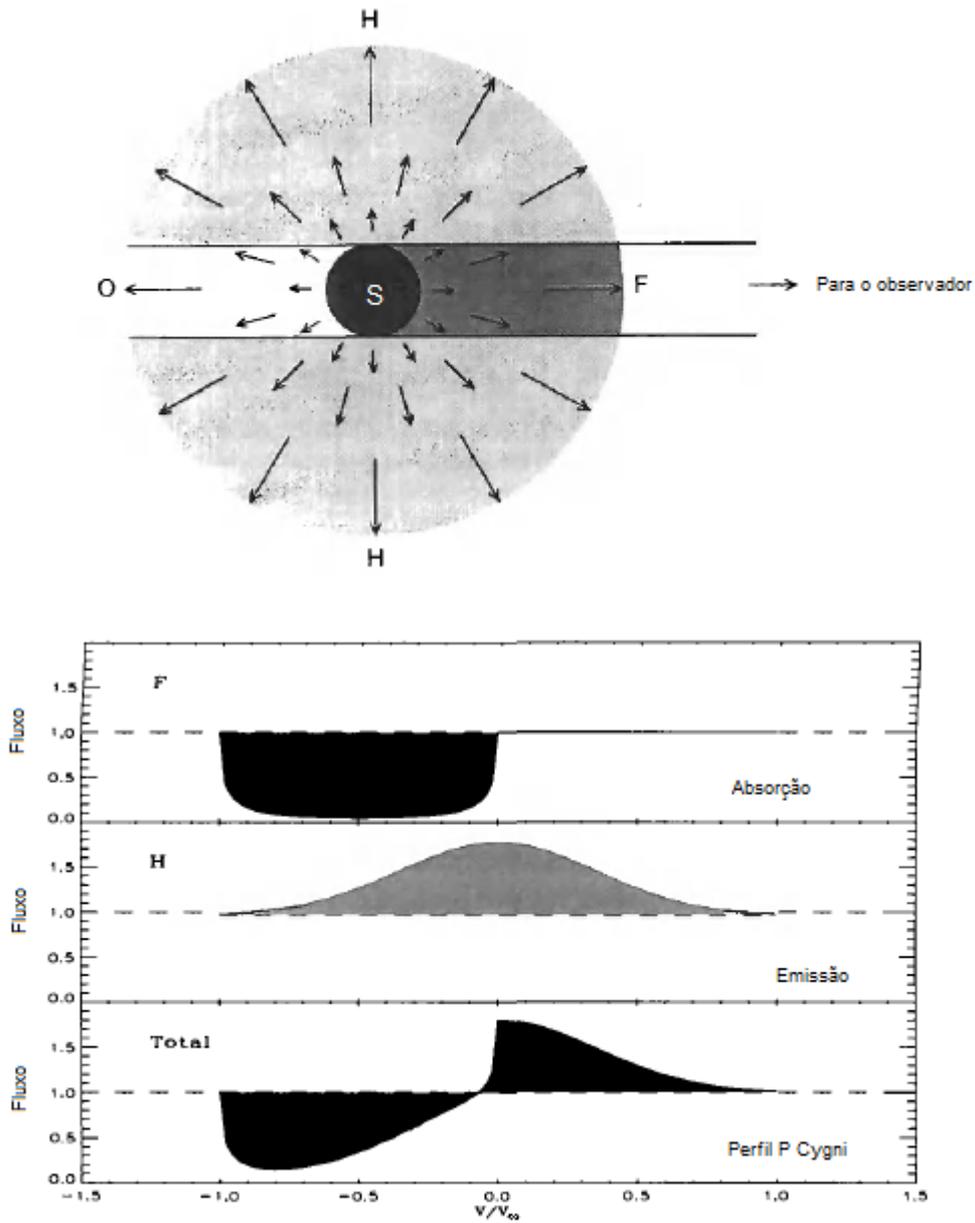


Figura 1.6: Acima: Geometria de um vento estelar esféricamente simétrico, com o aumento da velocidade com a distância. As quatro regiões estão indicadas. Abaixo: Ilustra as contribuições de cada uma das regiões individualmente, cada região marcada com a letra correspondente. O efeito resultante é a soma das contribuições individuais. Adaptado de [Lamers e Cassinelli \(1999\)](#)

Doppler entre $-v_\infty$ e v_∞ , com um máximo em 0. A resultante é a simples adição dos dois efeitos, formando o perfil P Cygni. Portanto, ao analisar o espectro de uma estrela massiva, estaremos lidando com informações provenientes tanto da fotosfera ($v \sim 0$) quanto do vento estelar ($-v_\infty < v < v_\infty$).

Pela discussão acima, vemos que as informações de um perfil P Cygni estão diretamente ligadas ao vento estelar. Existem dois parâmetros principais a serem determinados a partir de observações do vento: taxa de perda de massa (\dot{M} , sempre positiva e dada em unidades de massa solar por ano, $M_\odot \text{ ano}^{-1}$) e velocidade terminal (v_∞ , dada em km s^{-1}). As razões que tornam essas grandezas fundamentais são listadas abaixo (Lamers e Cassinelli 1999):

- \dot{M} descreve quanta matéria é perdida por unidade de tempo, logo esta grandeza está diretamente ligada a evolução das estrelas. Neste caso, medidas precisas são imprescindíveis.
- O gás ejetado pela estrela injeta energia cinética no MI. A quantidade de energia cinética transportada pelos ventos estelares por unidade de tempo é $0.5\dot{M}v_\infty^2$. Logo, para estudar os efeitos dos ventos estelares no MI, devemos conhecer os valores de \dot{M} e v_∞ durante toda a evolução da estrela.

Apesar de sua importância, ainda restam dúvidas em relação as determinações de \dot{M} . Recentemente, são utilizados basicamente três métodos para a determinação da perda de massa empíricas. São eles: (a) Excessos devido aos processos livre-livre na região do infravermelho e rádio; (b) linhas de ressonância no ultravioleta (UV); e (c) linhas no ótico, principalmente $H\alpha$.

As observações no rádio são limitadas pela distância mesmo dentro da Galáxia (no máximo alguns poucos kiloparsecs), pois o excesso no fluxo nessas regiões é muito fraco.

As linhas de ressonância no UV saturam a uma taxa de perda de massa de cerca de $10^{-7}M_\odot \text{ ano}^{-1}$, então ventos fortes fornecem apenas um limite inferior para perda

de massa.

O terceiro método, pela utilização das linhas de $H\alpha$, possui algumas vantagens: i) A abundância do Hidrogênio é bem determinada. ii) O processo de ionização é bem conhecido. Por outro lado, a linha de $H\alpha$ não é tão sensível quanto as linhas do UV, podendo ser usada apenas para perdas de massa superiores a $\sim 10^{-7}M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$.

Assim, temos um pequeno regime de perda de massa em que podemos aplicar simultaneamente os diagnósticos de linhas no UV e $H\alpha$. Isso traz incertezas e uma análise em vários comprimentos de onda se mostra uma forma interessante de reduzir os erros.

As taxas de perda de massa teóricas, também chamadas de receitas para perda de massa, foram obtidas por [Vink et al. \(2000\)](#) e [Vink et al. \(2001\)](#). Nessa abordagem é feita a hipótese de ventos completamente estacionários e homogêneos onde \dot{M} pode ser escrita em termos das grandezas físicas da estrela: $\dot{M} = \dot{M}(L_*, M_*, T_{eff}, v_{\infty}/v_{esc}, Z)$, onde v_{esc} é a velocidade de escape da estrela. No trabalho feito por [Bouret et al. \(2005\)](#) é mostrado que a inclusão de “*clumping*”⁹, além de necessária para obter um ajuste satisfatório de algumas linhas na região do UV, leva a uma redução por um fator de até 7 vezes nas taxas de perda de massa.

Em uma análise realizada por [Mokiem et al. \(2007\)](#), também foram encontradas divergências entre as determinações de perda de massa empíricas e teóricas. Mesmo utilizando correções pelo efeito de *clumping*, as diferenças variavam por um fator de 3 à 100! A relação mostrava bom acordo apenas para luminosidades acima de $\sim 10^{5.2}L_{\odot}$, o desacordo para luminosidades abaixo desse valor é conhecido atualmente por *problema dos ventos fracos*. Isso pode significar erros em pelo menos um dos dois métodos de diagnóstico.

Uma forma de abordar o problema seria usar uma amostra de estrelas para as quais ambos métodos empíricos ($H\alpha + \text{UV}$) pudessem ser aplicados de forma confiável, e

⁹Em português significa grumos, que refere-se à não homogeneidade do vento. Neste trabalho será usado o termo em inglês.

então comparar com as receitas teóricas. Porém o intervalo de perda de massa em que isso ocorre é muito pequeno.

1.4 Objetivos

Nas últimas décadas, as estrelas *O* foram frequentemente estudadas através da comparação de espectros sintéticos com dados espectroscópicos em alta resolução. A maioria desses estudos usam a telescópios terrestres na região do ótico e/ou observatórios espaciais para dados no ultravioleta (Crowther et al. 2002b; Marcolino et al. 2009; Martins et al. 2005; Mokiem et al. 2005; Repolust et al. 2004). Atualmente, na região do infravermelho, existem apenas trabalhos para comprimentos de onda menores do que $\sim 6\mu m$, incluindo a linha $Br\alpha$, que é a região do infravermelho próximo (Hanson et al. 2005; Lenorzer et al. 2004; Najarro et al. 2011). Na região do rádio, estudos sobre a estratificação radial dos clumps foram conduzidos por Puls et al. (2006). Devido as incertezas ligadas a cada método, a condução de estudos em vários comprimentos de onda ajudam a reduzir as incertezas nas determinações dos parâmetros estelares e do vento.

O presente trabalho analisa pela primeira vez estrelas *O* no infravermelho médio, caracterizando a região morfologicamente (Ver Capítulo §3) e explorando o potencial dessa região como diagnóstico para as propriedades fotosféricas e do vento (Ver Capítulo §4). Nossa amostra consiste de 14 estrelas *O* anãs e supergigantes, observadas com o Telescópio Espacial Spitzer (PI. Thierry Lanz) utilizando o instrumento IRS, cobrindo a região $\sim 10 - 37\mu m$, usando o módulo de alta resolução ($R=600$). Começaremos descrevendo as observações e a metodologia utilizada no Capítulo §2.

Capítulo 2

Observações e Metodologia

Neste Capítulo apresentamos os dados observacionais no infravermelho médio utilizados em nossa análise. Inicialmente, nas Seções §2.1 e §2.2, apresentamos as principais características do telescópio espacial SPITZER e do espectrógrafo utilizado. Na Seção §2.3 discutimos a nossa amostra. Já na Seção §2.4, listamos os dados complementares (no ótico e ultravioleta) utilizados na análise.

Ressaltamos que nesta dissertação apresentamos o espectro no infravermelho médio de 14 objetos, porém a análise quantitativa desta região (i.e., com a ajuda de modelos robustos) foi feita somente em 9 objetos. Tal estratégia foi escolhida devido a uma combinação de dois fatores: (i) ausência de modelos CMFGEN iniciais para certos tipos espectrais (e.g. *O6–7V*; detalhes mais adiante); (ii) tempo computacional envolvido. Ressaltamos no entanto que tal fato não deverá alterar os resultados principais relativos às anãs e aos dois grupos de supergigantes de nossa amostra, como apresentado mais adiante.

Para o estudo da morfologia do infravermelho médio, que exploramos no próximo Capítulo, utilizamos como apoio o código CMFGEN (Hillier e Miller 1998). Portanto, se mostra necessária uma Seção para apresentação do mesmo (Seção §2.5), seguido da metodologia para a determinação de parâmetros (Seção §2.6), do custo computacional

(Seção §2.7), e então os melhores ajustes e respectivos parâmetros (Seção §2.8).

2.1 O Telescópio Espacial Spitzer (Werner et al. 2004)

O telescópio espacial Spitzer, lançado em 25 de agosto de 2003, faz parte do programa “NASA’s Great Observatories”, um conjunto de quatro observatórios espaciais que realizam observações em diferentes faixas espectrais. Fazem parte do projeto o telescópio espacial Hubble, que atua no ótico, o observatório de Raios Gama Compton e o observatório de Raios-X Chandra.

O Spitzer foi projetado para detectar radiação na região do infravermelho, e possui duas componentes principais:

- A montagem com o processo de resfriamento criogênico, que contém um telescópio de 85 centímetros e os três instrumentos científicos do Spitzer.
- A nave espacial, responsável pelo controle do telescópio, fornecimento de energia, gerenciamento dos dados e comunicação com a Terra.

Por trabalhar no infravermelho médio, o observatório precisa permanecer a temperaturas baixíssimas, próximas ao zero absoluto, durante as observações para evitar contaminações. O resfriamento é feito utilizando Hélio líquido através de um processo chamado “*criogênico*”. Afim de reduzir custos com a refrigeração e aumentar o tempo de vida do observatório, a tradicional órbita geocêntrica foi substituída por uma Heliocêntrica onde o Spitzer seguiria aproximadamente a mesma órbita da Terra, mas se afastaria dessa à uma taxa de 150 milhões de quilômetros por ano (Ver Figura 2.1). Essa nova órbita permite um resfriamento natural, evitando não só a luz refletida do Sol, mas também a radiação térmica no infravermelho emitida pela Terra. Quando isolado no espaço, a temperatura no telescópio sem qualquer resfriamento ativo é cerca de 30 a 40K.

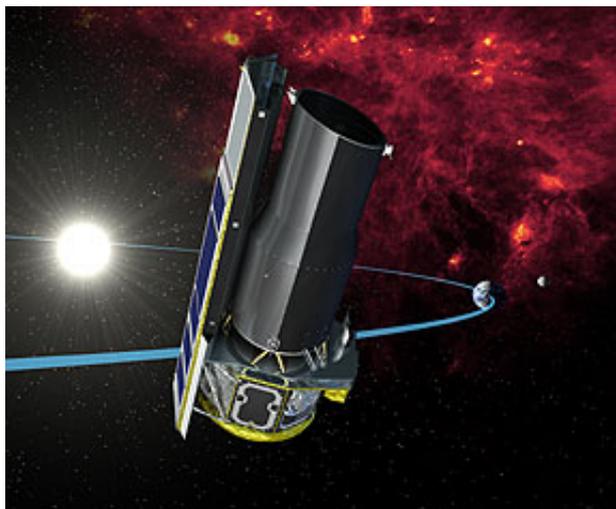


Figura 2.1: Representação artística da órbita solar do Spitzer. Retirada de <http://legacy.spitzer.caltech.edu/about/orbit.shtml>.

Assim, o processo criogênico que tinha uma expectativa de vida inicial de no mínimo 2.5 anos, chegou a durar 5.5 anos, sendo iniciado em 01 de dezembro de 2003, e esgotando-se em 15 de maio de 2009. Durante essa fase “criogênica”, era possível operar apenas um instrumento por vez, então foram criadas campanhas para cada instrumento com durações de $\sim 7 - 21$ dias. Os três instrumentos que operaram nesta fase foram:

- A câmera de cobertura no infravermelho (IRAC - Infrared Array Camera), que realiza imageamento simultâneo em 3.6, 4.5, 5.6 e 8.0 microns.
- O espectrógrafo no infravermelho (IRS - Infrared Spectrograph), que possui módulos de alta e baixa resolução cobrindo a região de $\sim 5 - 40$ microns. Possui também imageamento em 16 microns.
- O fotômetro imageador multibanda (MIPS - Multiband Imaging Photometer), que realiza imageamento em 24, 70 e 160 microns. Além de espectroscopia em baixa resolução de $\sim 50 - 100$ microns.

Atualmente o Spitzer encontra-se em uma fase chamada de “morna”, que se iniciou

após a extinção do tanque de Hélio em maio de 2009. Nessa fase, apenas as câmeras de 3.6 e 4.5 microns do IRAC ainda trabalham com performance total. As missões para este instrumento ainda podem continuar por cerca de ~ 10 anos.

Os espectros utilizados neste trabalho foram obtidos usando o espectrógrafo IRS. Na próxima Seção falarei mais sobre o instrumento e os possíveis módulos de operação.

2.2 O Espectrógrafo IRS (Houck et al. 2004)

O espectrógrafo no infravermelho (IRS) é um dos três instrumentos científicos presentes no Spitzer. Seu design foi projetado pensando em maximizar a sensibilidade, dada a abertura de 85cm do Spitzer. Possui quatro módulos de operação, nomeados de acordo com a cobertura espectral e resolução. São elas: Curta-Baixa (SL), Curta-Alta (SH), Longa-Baixa (LL) e Longa-Alta (LH). Os dois níveis de resolução disponíveis são, baixa ($R \sim 60 - 130$) e alta ($R \sim 600$), cobrindo a região de 5.2 – 38 microns. O espectro pode ser obtido em dois modos, mapeamento (permite ao observador configurar um conjunto de posições em volta da posição central do alvo, onde são obtidos espectros em cada posição) ou observação fixa (os objetos são posicionados nas fendas do IRS por um determinado tempo de integração). O IRS também fornece imageamento em dois filtros, incorporados ao módulo SL, centrados em $16\mu m$ (“azul”) e $22\mu m$ (“vermelho”).

Dois detectores Si:As com o tamanho de 128×128 pixels coletam a luz nos módulos SL e SH, enquanto dois detectores Si:Sb com o mesmo número de pixels são usados nos módulos LL e LH. Uma foto do IRS é apresentada na Figura 2.2, e as propriedades de cada módulos estão disponíveis na Tabela 2.1.

Os módulos de baixa resolução foram produzidos para uma maior sensibilidade às características da poeira no Universo local e distante. São muito influenciados pela Luz Zodiacal ou pelo fundo da Galáxia. Possuem duas subdivisões, uma de primeira ordem e uma de segunda ordem. Os dois módulos echelle em alta resolução foram otimizados

para serem sensíveis às linhas de emissão, e possuem a maior resolução possível para a montagem em que se encontram. Portanto, as observações foram realizadas utilizando os módulos SH e LH, junto com o modo de observação fixa. Neste modo os alvos são colocados em uma ou mais, das fendas do IRS, por um dado tempo de integração.

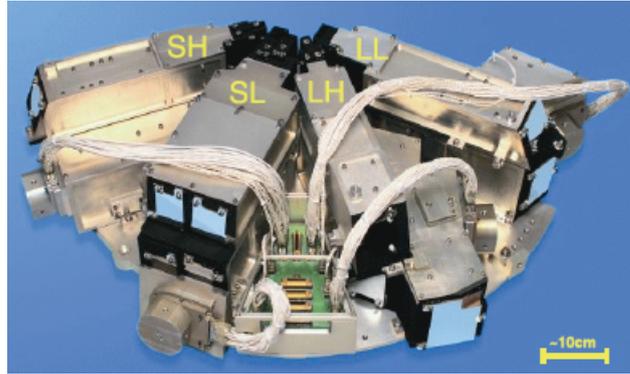


Figura 2.2: Espectrógrafo no Infravermelho do Spitzer. Os quatro módulos, SH, SL (que contém as câmeras de imageamento), LH e LL estão marcados. De Houck et al. (2004)

Tabela 2.1: Propriedades do instrumento IRS. ¹Os módulos em baixa resolução utilizam uma fenda longa que permite a obtenção de informação tanto espacial (imageamento) quanto espectral de forma simultânea no mesmo arranjo. Cada abertura nos módulos de baixa resolução são divididas em duas sub-fendas que fornecem espectroscopia tanto em primeira quanto segunda ordem. Os módulos em alta resolução usam um modelo echelle de dispersão cruzada que permite uma ampla cobertura espectral em uma única exposição.

Módulo	Detetor	Escala de Pixel (Arcsec)	Ordem ¹	$\lambda(\mu m)$	$\frac{\lambda}{\Delta\lambda}$
SL	Si:As	1.8	SL2	5.2 – 7.7	80 – 128
			SL1	7.4 – 14.5	64 – 128
			“azul”	13.3 – 18.7	~ 3
			“vermelho”	18.5 – 26.0	~ 3
LL	Si:Sb	5.1	LL2	14.0 – 21.3	80 – 128
			LL1	19.5 – 38.0	64 – 128
SH	Si:As	2.3	11 – 20	9.9 – 19.6	~ 600
LH	Si:Sb	4.5	11 – 20	18.7 – 37.2	~ 600

Agora que foi apresentado o telescópio, instrumento e módulos disponíveis. Sintetizamos, na próxima Seção, as principais informações sobre as observações com o

IRS.

2.3 Dados no Infravermelho Médio

Como discutido na Seção anterior, a configuração ideal para as observações dos alvos era com os módulos echelle de alta resolução ($R \sim 600$) SH e LH, com uma cobertura espectral total de $\sim 10 - 37\mu m$, ver Tabela 2.2. As estrelas O de nossa amostra cobrem classes espectrais iniciais e tardias. A amostra inclui tanto estrelas anãs quanto supergigantes porque as propriedades do vento dessas duas classes são diferentes.

Para analisar quantitativamente os perfis das linhas, uma razão sinal ruído (S/R) de ~ 150 foi obtida com o módulo SH, enquanto que com o módulo LH, o S/R necessário foi de ~ 50 . O tempo de exposição necessário para atingir o S/R desejado, foi calculado usando a ferramenta online SPEC-PET.

Os dados foram reduzidos por Marc Audard, do Observatoire de Genève. Para o modo de observação fixa, as ferramentas necessárias para redução são: SPICE e SMART, ambas escritas na linguagem de programação *IDL* e disponíveis na página de documentação e ferramentas do SPITZER.¹

Os alvos observados são mostrados na Tabela 2.3. A amostra consiste de 14 estrelas do tipo O, sendo 6 anãs e 8 supergigantes. Os dados dessas observações foram gentilmente cedidos por Thierry Lanz (Observatoire de la Côte d'Azur), que foi o principal investigador (PI) da proposta ao telescópio Spitzer. Eles são analisados pela primeira vez neste trabalho de mestrado. De fato, como já ressaltamos, é a primeira vez que estrelas O são analisadas em detalhes nesta região espectral.

No Capítulo §3, onde caracterizamos a região do infravermelho médio, serão apresentadas imagens dos espectros observados. Na próxima Seção apresentarei os dados utilizados na faixa do ultravioleta e ótico.

¹Encontrada em: <http://irsa.ipac.caltech.edu/data/SPITZER/docs/dataanalysisistools/cookbook/>.

Tabela 2.2: Configuração do instrumento IRS utilizada nas observações.

Módulo	Escala de Pixel	$\lambda(\mu m)$	$\lambda/\Delta\lambda$
SH	2.3	9.9 – 19.6	~ 600
LH	4.5	18.7 – 37.2	~ 600

Tabela 2.3: Estrelas observadas com o Telescópio Spitzer, utilizando o instrumento IRS.

¹Dados complementares O = ótico, UV = ultravioleta. (PI. T. Lanz)

Alvo	Tipo Espectral	Modelos (Sim ou Não)	(O e/ou UV) ¹
HD66811 (ζ Puppis)	O4If+	Sim	O e UV
HD190429A	O4If+	Sim	O e UV
HD188001	O7.5Iaf	Sim	UV
HD207198	O9Ib-II	Sim	O e UV
HD30614 (α Cam)	O9.5Iab	Sim	O e UV
HD188209	O9.5Iab	Sim	O e UV
HD209975	O9.5Ib	Sim	O e UV
HD195592	O9.7Ia	Não	-
HD199579	O6V((f))	Não	UV
HD206267	O6.5V((f))	Não	UV
HD47839	O7V((f))	Não	-
HD209481	O9V	Não	-
10 Lac	O9V	Sim	O e UV
HD38666	O9.5V	Sim	O e UV

2.4 Ultravioleta e Ótico

A inclusão do ultravioleta e ótico serve de apoio à análise do infravermelho, já que esta última nunca havia sido estudada em detalhes nas estrelas *O*. Como essas regiões são bem conhecidas e amplamente estudadas na literatura (Crowther et al. 2002b; Marcolino et al. 2009; Martins et al. 2005; Mokiem et al. 2005; Repolust et al. 2004), elas foram um bom guia. Para alguns alvos não temos dados para o ótico e/ou ultravioleta, ou os dados disponíveis eram de baixa qualidade. Entretanto isso não trouxe grandes problemas à análise, pois como será discutido no Capítulo §3, nossa amostra pôde ser subdivida em grupos baseados na região do vento estelar em que as linhas do infravermelho médio são

formadas. Como cada grupo possui ao menos um objeto representativo com ambas as regiões de apoio, os principais resultados deste trabalho não deverão sofrer alterações com a inclusão de novos dados complementares.

Para o ultravioleta, os dados foram obtidos do “Mikulski Archive for Space Telescopes” (MAST), da missão “International Ultraviolet Explorer” (IUE). A cobertura espectral do IUE é $\sim 1100 - 3200\text{\AA}$. Todos os dados utilizam a configuração de dispersão alta que possui uma resolução de $\sim 0.2\text{\AA}$.

No ótico, utilizamos dados de diferentes telescópios/espectrógrafos. Eles foram gentilmente cedidos por Jean-Claude Bouret (Laboratoire d’Astrophysique de Marseille) e Fabrice Martins (Universite Montpellier). Contamos por exemplo com dados do espectrógrafo FEROS ($R=48000$), do espectro-polarímetro NARVAL ($R=65000$, no telescópio TBL, França) e ESPADONS ($R=68000$, CFHT), e ELODIE ($R=42000$; Observatoire Haute-Provence). A fonte dos dados será devidamente citada ao apresentarmos espectros versus modelos, na Seção §2.8.

2.5 Metodologia: Modelos de Atmosferas

Para realizar a caracterização da região do infravermelho médio utilizamos como apoio o código de atmosfera estelar desenvolvido por [Hillier e Miller \(1998\)](#), chamado “*CMFGEN*” (*Co-Moving Frame GENeral*). Portanto se mostra necessária a introdução de tal código.

Nesta Seção justificaremos nossa escolha dentre outros códigos disponíveis. Veremos quais os pontos fortes que fazem do CMFGEN um dos melhores disponíveis atualmente. Também mostraremos suas fraquezas apontando o que pode ser melhorado, sem grandes aumentos no atual custo computacional (mais informações na Seção §2.7).

O CMFGEN é um código de atmosfera estelar escrito em FORTRAN, desenvolvido para resolver a equação de transporte radiativo acopladamente com as equações de equilíbrio estatístico e radiativo. Tal acoplamento se mostra necessário para o campo

de interesse do CMFGEN, onde os objetos possuem uma atmosfera em expansão e a hipótese de equilíbrio Termodinâmico Local (ETL) não é válida. Esse cenário está presente em todas as fases evolutivas de estrelas massivas e até mesmo em estrelas centrais de nebulosas planetárias e supernovas. Na literatura é possível encontrar o uso do CMFGEN em todas essas áreas (Crowther et al. 2002a,b, 2006; Dessart e Hillier 2011; Groh et al. 2009; Marcolino et al. 2009, 2007; Martins et al. 2005). O código não possui limitações quanto ao intervalo de diagnóstico espectral e ainda permite a inclusão dos efeitos de “*line-blanketing*”, raios-X, e “*clumping*”. Portanto o código escolhido se mostra um dos melhores disponíveis para nosso propósito.

A física desses objetos extremos é muito complexa. Uma descrição completa requer a solução do problema hidrodinâmico acopladamente com o transporte radiativo, que consiste basicamente em resolver o seguinte conjunto de equações:

- A equação de transporte radiativo, que determinará o campo de radiação.
- As equações de equilíbrio estatístico, que determinarão as populações não-ETL para cada nível.
- A equação de equilíbrio radiativo, que irá fornecer a estrutura de temperatura.
- A conservação de momentum, que determinará a estrutura de velocidade.
- A conservação de massa, que determinará a estrutura de densidade na atmosfera.

O acoplamento das equações mencionadas acima vem do fato de que, para obtermos o campo radiativo precisamos conhecer as populações, e essas dependem fortemente de como é o campo, pois esse interage e modifica o estado do gás. A radiação é responsável também pela aceleração do gás, fenômeno ligado à equação de momentum que influencia a densidade do meio. Temperatura e densidade são grandezas fortemente ligadas, e afetam diretamente os processos colisionais, que por sua vez entram no cálculo das populações. O ponto é que isto implica em grandes dificuldades do ponto

de vista teórico e computacional, e mesmo a geração atual de modelos possui hipóteses simplificadoras para abordar o assunto, o que é natural. A maioria dos modelos atuais, por exemplo, ainda são unidimensionais e consideram o vento estelar estacionário.

O CMFGEN faz o menor número de hipóteses possíveis para o atual custo computacional (Ver Seção §2.7), são eles:

- **Estacionário:** O vento estelar é considerado estacionário, ou seja todas as equações são consideradas independentes do tempo. Isso não ocorre na realidade e diversas instabilidades podem causar variações no vento, como apontado em [Owocki \(2003\)](#). Modelos dependentes do tempo ainda não são uma realidade, e os resultados atualmente obtidos só são válidos para alvos que não apresentam variações significativas em seu espectro observado com relação ao tempo. Caso isso não ocorra ainda podemos considerar os modelos estacionários como “*snapshots*” das diferentes fases espectrais.
- **Simetria esférica:** O vento é assumido esférico, ou seja, depende apenas da variável r , e todas as equações utilizam coordenadas esféricas. Essa abordagem se mostrou razoável, ao comparar modelos com espectros observados, para a maioria das estrelas massivas, mas devemos tomar cuidado ao adotá-la para objetos em que o vento possui uma estrutura bem definida, quebrando a simetria, como é o caso de objetos com altas taxas de rotação.
- **Estrutura hidrodinâmica:** atualmente, a taxa de perda de massa e a estrutura de velocidades acima do ponto sônico¹ devem ser fornecidas. Essa é uma das principais limitações do código. O acoplamento das equações de transferência radiativa e hidrodinâmicas demanda um custo computacional alto, mas esse com certeza será um dos próximos passos.

¹O ponto sônico é onde o vento estelar faz a transição do fluido subsônico para o supersônico. No caso particular de simetria esférica, a distância na qual o ponto ocorre é dado por: $r_s = (GM_*/2c_s^2)$, onde G é a constante gravitacional, M_* a massa da estrela e c_s a velocidade do som no meio.

A estrutura de velocidades é dada da seguinte forma:

(a) Abaixo do ponto sônico (região fotosférica), a estrutura hidrostática é obtida resolvendo a equação de equilíbrio hidrostático, por meio de um processo iterativo, realizado durante o procedimento comum do CMFGEN. A estrutura de entrada é usada de modelos anteriores, e para estrelas O, apenas algumas iterações são necessárias para obter uma estrutura hidrostática bem convergida.

(b) Para a região do vento a estrutura de velocidades é dada por uma lei- β clássica:

$$v_r = v_\infty \left(1 - \frac{R_\star}{r}\right)^\beta, \quad (2.1)$$

onde R_\star é o raio estelar e v_∞ a velocidade terminal do vento atingida em $r \rightarrow \infty$ (fim do vento). As duas regiões (fotosfera + vento) são conectadas suavemente formando uma função monotonicamente crescente.

- **Estrutura de densidade:** É obtida pela equação de conservação de massa (Equação 2.2), utilizando a estrutura de velocidade descrita acima e uma dada perda de massa fixa. A taxa \dot{M} deve ser fornecida como parâmetro de entrada, veremos mais detalhes sobre esse assunto adiante.

$$\dot{M} = 4\pi r^2 \rho v(r), \quad (2.2)$$

onde \dot{M} é a taxa de perda de massa e ρ a densidade.

- **Estrutura de temperatura:** A temperatura é determinada pela equação de equilíbrio radiativo, isso só é verdade se considerarmos que a energia é completamente transportada pela radiação, e que não existem fontes ou sorvedouros de energia na atmosfera.

No entanto, o CMFGEN inclui os principais efeitos para a modelagem de estrelas de alta massa, são eles:

- **não-LTE:** Todas as equações de equilíbrio estatístico são resolvidas individualmente e dão acesso às populações nos diferentes níveis de energia. Os processos físicos envolvidos são: fotoionização¹, recombinação eletrônica, ionização colisional (termos ligado-livre), excitação radiativa, excitação colisional, desexcitação radiativa, desexcitação colisional (termos ligado-ligado), espalhamento eletrônico, troca de carga, recombinação dieletrônica e efeito Auger.
- **Line-Blanketing:** Esse efeito aparece quando transições causam mudanças na estrutura da atmosfera, principalmente na temperatura (efeito chamado “backwarming”). A inclusão do line-blanketing leva modelos com uma menor temperatura efetiva à atingirem o mesmo grau de ionização, e então tipo espectral, de um modelo com apenas H e He com temperatura efetiva maior. Ocorre também, uma alteração no espectro emergente, causando um aumento no fluxo nas regiões do vermelho e infravermelho às custas das regiões mais “azuis”.

Os metais são os principais responsáveis pelo line-blanketing, que apesar de terem uma baixa abundância possuem uma alta opacidade. Os efeitos do line-blanketing na distribuição de energia são mostrados na Figura 2.3.

Em estrelas quentes esse efeito é mais acentuado, pois essas possuem o pico de sua emissão no ultravioleta, região com várias transições ligado-livre de metais.

No CMFGEN, a inclusão de line-blanketing é exata, todas as populações e opacidades dos níveis de energia nos metais são calculadas individualmente, ao invés de uma abordagem estatística como a utilizada em Pauldrach et al. (1994). Por se tratar de muitas transições isso demanda um alto custo computacional, levando a única hipótese utilizada nesse efeito: a utilização de superníveis. Esta

¹O CMFGEN também leva em consideração fotoionização para estados excitados.

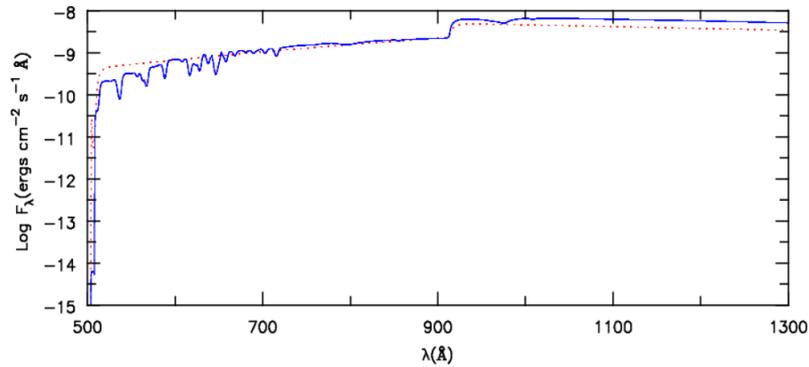


Figura 2.3: Alteração da distribuição de energia devido a inclusão de line-blanketing. A linha pontilhada corresponde a um modelo teórico com apenas H e He. A linha sólida corresponde a um modelo com H, He e Fe. De [Marcolino \(2006\)](#).

ideia foi introduzida por [Anderson \(1989\)](#) que consiste basicamente em agrupar níveis com energias próximas em um único supernível. O objetivo de utilizar o supernível é puramente computacional, já que a redução no tempo de cálculo é bem significativa.

- **Clumping:** Existem diversos indícios, diretos e indiretos, de que o vento em estrelas quentes não é homogêneo, e sim estruturado. No trabalho de [Bouret et al. \(2005\)](#) vemos que a reprodução teórica das linhas de O V 1371 e N IV 1718, em certas estrelas, somente é satisfatória com a inclusão de “clumping” (Ver Figura 2.4). Ser estruturado significa que a matéria carregada pelo vento estelar não será distribuída uniformemente ao longo da atmosfera, mas sim redistribuída em regiões de alta densidade (“clumps”), sendo praticamente vácuo entre essas regiões (Ver Figura 2.5).

Na verdade isso não é uma grande surpresa, simulações hidrodinâmicas teóricas conduzidas por [Owocki et al. \(1988\)](#) já indicavam o surgimento de estruturas no vento devido a própria instabilidade inerente da força radiativa.

No CMFGEN o “clumping” é implementado pelas seguintes expressões:

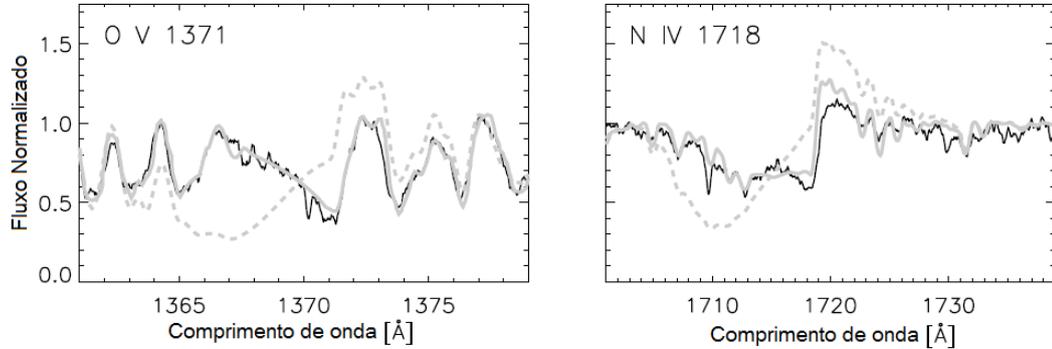


Figura 2.4: Ajuste ao espectro observado da estrela HD 96715, uma supergigante O. As linhas sólidas pretas correspondem às observações, as tracejadas cinzas aos modelos sem “clumping” e as sólidas cinzas a modelos com “clumping”. Figura extraída de [Bouret et al. \(2005\)](#), onde o CMFGEN também foi utilizado.

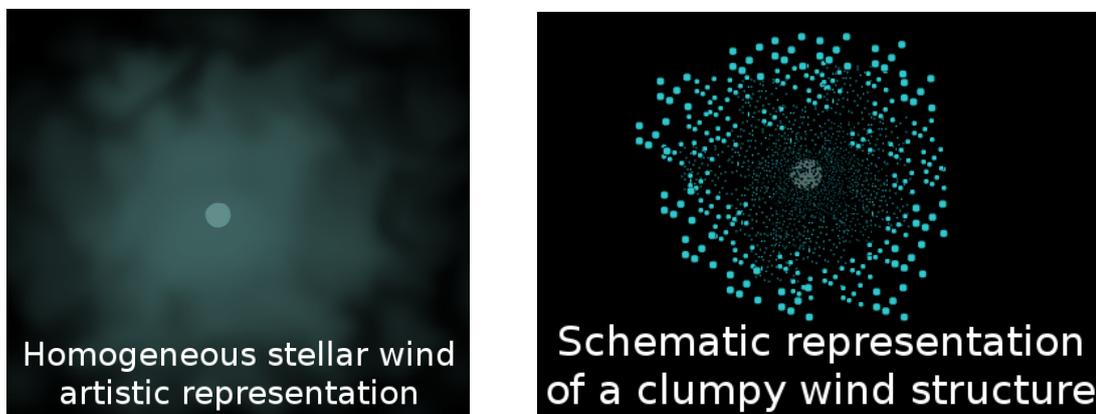


Figura 2.5: Lado esquerdo: Representação artística de um vento estelar homogêneo. Lado direito: Representação esquemática da estrutura de um vento “clumped”. Retiradas de <http://www.issibern.ch/teams/stellarwind/index.php?page=science>.

$$f(r) = f_{\infty} + (1 - f_{\infty})e^{\left(-\frac{v(r)}{v_{cl}}\right)}, \quad (2.3)$$

$$\rho(r) = \frac{\dot{M}}{4\pi r^2 v(r) f(r)}. \quad (2.4)$$

O parâmetro v_{cl} , fornecido como parâmetro de entrada (ver Seção §2.6), corresponde ao valor da velocidade inicial onde o clumping passa a atuar. A função $f(r)$ é chamada de *fator de preenchimento*, relacionada com a estrutura de densidade ($\rho(r)$) pela Equação 2.4, onde f_{∞} é o valor assintótico da função $f(r)$ para $r \rightarrow \infty$. A partir das Equações 2.3 e 2.4, é possível notar que ao adotar o valor de $f_{\infty} = 1.0$ recuperamos o resultado para um vento homogêneo, e que para valores próximos a zero, temos ventos extremamente estruturados.

2.5.1 Parâmetros de entrada e saída

Os parâmetros de entrada devem ser fornecidos pelo usuário, geralmente retirados de outras análises ou banco de dados presentes na literatura. Abaixo listamos os principais parâmetros de entrada utilizados pelo CMFGEN:

- Parâmetros estelares: Luminosidade (L_{\star}), temperatura da estrela (T_{\star}), raio estelar (R_{\star}), massa (M_{\star}) e as abundâncias químicas de cada elemento. As populações de todos os níveis e íons devem ser fornecidas inicialmente, porém são modificadas através das iterações pelo CMFGEN, de modo a satisfazer as equações de equilíbrio estatístico e radiativo.
- Parâmetros do vento: taxa de perda de massa (\dot{M}), velocidade terminal (v_{∞}) e a índice β de velocidades.

Os parâmetros descritos acima são definidos em arquivos de texto que serão lidos pelo CMFGEN durante a execução. Abaixo segue os principais arquivos que

contém os dados de entrada do CMFGEN:

- VADAT: Nesse arquivo é definido: L_* , \dot{M} , v_∞ , R_* , M_* , o valor de β e o conjunto de íons.
- MODEL_SPEC: aonde é definido o número de níveis e superníveis para cada íon.
- ION_IN: população inicial do íon em questão (e.g. OIII_IN, OIV_IN, etc.).
- IN_ITS: Definimos o número de iterações executadas pelo CMFGEN. Em geral quanto maior o número de iterações melhor a convergência.
- HYDRO_DEFAULTS: Controla as iterações hidrostáticas.

Com relação aos arquivos de saída, os principais são os que fornecem informações a respeito da convergência (arquivos de verificação) e o espectro teórico obtido.

Os principais arquivos de verificação utilizados foram: OUTGEN - com o comando “grep MAXIMUM OUTGEN” podemos verificar qual a maior variação nas correções mesmo durante a execução do CMFGEN, CORRECTION_SUM - as variações nas correções nos diferentes pontos de profundidade do vento, OBSFLUX - utilizado para conferir a conservação da luminosidade e também o nível de raios-X.

O espectro teórico, após a execução da tarefa CMFGEN_DEV.EXE, ainda não está pronto para comparação com espectros observados. Isso porque o CMFGEN faz o cálculo no sistema de referência co-móvel do gás e ainda é necessário realizar uma mudança de referencial para o observador. Para isso utilizamos o programa CMF_FLUX.EXE. Uma amostra da aparência desses arquivos encontram-se no Apêndice A.

Esse programa também conta com alguns arquivos de controle: batobs.sh - que chama a tarefa, CMF_FLUX_PARAM_INIT - inclui diversos parâmetros de entrada, entre eles o intervalo espectral de interesse. Aqui também é possível calcular o espectro formado por diferentes elementos individuais (e.g. H, He II, etc.), esse recurso foi utilizado nesse trabalho e foi crucial na identificação de linhas.

2.6 Obtenção dos Parâmetros Estelares

Foi criado um diretório para cada modelo, onde estão presentes os arquivos apresentados anteriormente. Em seguida, é executado um arquivo do tipo “shell” do LINUX, que chamará o código CMFGEN (CMFGEN_DEV.EXE). Alguns parâmetros são adotados inicialmente com valores padrões, onde alteramos posteriormente caso necessário (mais detalhes adiante). No entanto, outros são obtidos através de uma análise espectroscópica, são eles:

- T_{ef} : Temperatura efetiva.
- $\log(g)$: Gravidade superficial.
- \dot{M} : Taxa de perda de massa.
- v_{∞} : Velocidade terminal.
- f_{cl} : Fator de preenchimento.

Para determinarmos tais parâmetros utilizamos as chamadas *linhas de diagnóstico*. São linhas que se mostram sensíveis as variações dos parâmetros acima, servindo como um indicador para determinarmos um valor quantitativo a respectiva grandeza. Utilizamos linhas na região do ultravioleta (UV) e do ótico (OPT), formadas tanto na região da fotosfera, para determinarmos parâmetros fotosféricos, quanto as formadas no vento, para determinarmos os parâmetros do vento.

Os valores são determinados através da comparação direta entre modelos e os dados observacionais, onde variamos apenas o parâmetro de interesse até a obtenção de um ajuste satisfatório das linhas de diagnóstico. Este é o primeiro passo para a modelização e tal método é utilizado amplamente na literatura para a análise de atmosferas estelares (Bouret et al. 2012, 2005; Crowther et al. 2002a; Marcolino et al. 2009; Najarro et al. 2011).

Abaixo listamos as linhas utilizadas no diagnóstico de cada uma das grandezas citadas acima:

- Temperatura efetiva: as principais linhas de diagnóstico para temperatura em estrelas quentes são HeI 4471 e HeII 4452, quando estas não estão disponíveis podemos usar HeI 5876 e HeII 5412. A temperatura é determinada pelo melhor ajuste da intensidade dessas linhas entre os espectros teórico e observado.

Podemos refinar o ajuste usando as seguintes linhas (se disponíveis): HeI 4388, HeI 4713, HeI 4920, HeI 4144, HeI 5016, HeI 4027 e He II 4200. Na região do ultravioleta existem diversas linhas de Fe III, IV e V que formam a chamada “*floresta do ferro*”, que também são sensíveis à temperatura.

- Gravidade superficial ($\log(g)$): para determinar a gravidade usamos as linhas das séries de Balmer. Um ajuste primário é feito utilizando $H\gamma$ (H 4341) e como um indicador secundário podemos utilizar $H\beta$ (H 4861). $H\alpha$ geralmente é influenciada pelo vento, portanto não podemos utilizá-la como indicador. O melhor modelo é aquele que tem o melhor ajuste das asas dessas linhas.
- Taxa de perda de massa (\dot{M}): Determinada pelo ajuste do perfil de algumas linhas do ultravioleta e do ótico: CIV (1548,1551), OV 1371, NV 1240, SiIV (1394,1403), NIV 1718 e $H\alpha$.
- v_∞ : mesmas de \dot{M} . Determinada através da componente em absorção dos perfis P Cygni, porém v_∞ é mais precisamente determinado em perfis fortemente saturados, enquanto que \dot{M} é melhor determinado por perfis não saturados ([Lamers e Cassinelli 1999](#)).
- clumping (f_∞): OV 1371, NIV 1718, PV (1118,1128). Essas linhas são utilizadas para ajustarmos a intensidade do clumping.

Os demais parâmetros são fixados através de valores padrões ou adotados de bancos de dados e catálogos astronômicos (e.g. HIPPARCOS¹). A seguir, uma lista com os valores adotados nas principais entradas do CMFGEN:

- Parâmetros do modelo:
 - $\text{lei-}\beta$: O valor padrão para estrelas O é $\beta = 1.0$, sendo alterado caso necessário.
 - v_{cl} : Essa grandeza é da ordem de algumas dezenas de km/s. Assumimos que o clump inicia-se logo acima do ponto sônico, em ~ 30 km/s.
 - f_{∞} : Para uma primeira comparação precisamos adotar um valor padrão, que é $f_{\infty} = 0.1$. Mas está sujeito à mudanças caso as linhas de diagnóstico para esse parâmetro (listadas anteriormente), indiquem a necessidade de alterações.
 - velocidade de microturbulência: Adotamos também uma velocidade de microturbulência dependente do raio. Por padrão escolhemos seu valor mínimo igual a 5 km/s, e o valor máximo dado por $0.1v_{\infty}$.
 - raios-X: O CMFGEN também permite incluir o processo de ionização por raios-X, que seriam emitidos via choques gerados por instabilidades no vento estelar, adotamos o valor canônico de $L_X/L_{BOL} = -7.0 \pm 0.3$, obtido na literatura (Berghoefer et al. 1997; Oskinova 2005; Seward e Chlebowski 1982), onde L_X é a luminosidade em raios-X e L_{BOL} a luminosidade bolométrica da estrela.
 - Abundância química: inicialmente consideramos as abundâncias solares de Grevesse et al. (2007). Posteriormente, se necessário, modificamos as abundâncias de alguns metais.
 - Número de pontos de profundidade: Grandeza ligada a discretização do vento, aqui são adotados valores entre 60 e 80 pontos.

¹High Precision PARallax COLlecting Satellite

- Atômica:
 - A fim de realizar uma análise homogênea da amostra, foi utilizado o mesmo conjunto de dados atômicos para todos os modelos (íons, níveis e superníveis), como mostrado na Tabela 2.4. A única exceção é a Zeta Puppis, onde usamos um conjunto de íons maior, como o apresentado em [Bouret et al. \(2012\)](#).
- Vínculos observacionais:
 - Velocidade rotacional projetada ($v \sin(i)$): Adotado inicialmente da literatura ([Penny 1996](#)).
 - L_{\star} : Luminosidade, adotada inicialmente de [Martins et al. \(2005\)](#).
 - $E(B - V)$: Excesso de cor. Para uma dada luminosidade fixa, ele é usado para calibrar a distância obtendo a chamada *distância espectroscópica*. Note que se o alvo reside em alguma associação com distância bem conhecida, o índice pode ser usado para calibrar a luminosidade.

Não foi necessário buscar o melhor ajuste em todos os alvos, existem modelos cedidos gentilmente pelos colaboradores que foram utilizados em análises anteriores. Neste caso, os modelos foram comparados com nossos dados observacionais e, havendo necessidade, refinamos o ajuste de alguns parâmetros. Note que para aprimorar qualquer parâmetro, ou mesmo encontrar um ajuste para alvos sem um modelo inicial, precisamos dos dados complementares no ótico (para parâmetros fotosféricos) e ultravioleta (para parâmetros do vento), que não estão disponíveis para todos os alvos (Ver Tabela 2.3). Para o grupo das supergigantes apenas dois alvos caem nesse caso: a HD188001 que possui apenas o ultravioleta, e a HD195592 que não possui nenhuma região complementar.

Para a HD188001 a seguinte estratégia foi adotada:

- Os parâmetros fotosféricos (T_{ef} , $\log g$ e L_{\star}) foram adotados de [Martins et al. \(2005\)](#), que possui uma calibração de parâmetros estelares para estrelas O na

Tabela 2.4: Conjunto de dados atômicos utilizado na análise.

Íon	Níveis	Superníveis
H I	30	30
He I	69	69
He II	30	30
C II	39	21
C III	243	99
C IV	64	64
N II	105	59
N III	287	57
N IV	70	44
N V	49	41
O II	274	155
O III	104	36
O IV	64	30
O V	56	32
Ne II	48	14
Ne III	71	23
Ne IV	52	17
Mg II	44	36
Si III	50	50
Si IV	66	66
S III	78	39
S IV	108	40
S V	144	37
Ar III	138	24
Ar IV	102	30
Fe III	607	65
Fe IV	1000	100
Fe V	1000	139
Fe VI	1000	59
Ni III	150	24
Ni IV	200	36
Ni V	183	46
Ni VI	182	40

Galáxia. Note que pela região do ultravioleta podemos conferir o valor de T_{ef} , já que as linhas de Fe nessa região também são sensíveis à temperatura.

- Para comparar com os dados no ultravioleta utilizamos dados fotométricos extraídos da literatura: $(B - V)_0$ obtido de [Martins e Plez \(2006\)](#), e $(B - V)$ retirado do catálogo HIPPARCOS. Com esses valores somos capazes de determinar o excesso de cor pela definição $E(B - V) = (B - V) - (B - V)_0$, e assim obtemos uma distância espectroscópica calibrando o espectro sintético com os dados observados no ultravioleta.
- Como neste caso temos dados no ultravioleta, os parâmetros do vento (i.e. \dot{M} , v_∞ e f_∞) são determinados via análise espectroscópica utilizando as linhas descritas anteriormente.

No caso da HD195592 não conseguimos obter um ajuste razoável. Tentamos utilizar a mesma estratégia descrita acima para a HD188001 juntamente com espectros de baixa resolução no ultravioleta, mas não foi possível um ajuste simultâneo nas regiões do ultravioleta e infravermelho médio. Uma possível causa seria uma classificação errônea do tipo espectral dessa estrela (discutido em detalhes no Capítulo §3), já que nos baseamos nessa informação para adotar os parâmetros. No entanto, o fator determinante para a falta de um ajuste adequado foi a ausência de regiões auxiliares.

No caso das anãs, tínhamos apenas dois modelos iniciais (10 Lac e HD38666) e o tempo computacional envolvido é alto (Ver Seção §2.7). Como a região do infravermelho médio nesses dois alvos se mostrou inexpressiva (mais detalhes no Capítulo §3), decidimos dedicar nosso tempo às supergigantes.

Na próxima Seção apresentaremos o custo computacional para os modelos computados neste trabalho, para em seguida, apresentarmos os melhores ajustes obtidos para nossa amostra.

2.7 Custo Computacional

Todo o trabalho foi desenvolvido usando dois *desktops*: Um Intel® Core™ i5-2400 de 4 núcleos, com ~ 3.1 GHz de processamento e 6 Gb de memória RAM. Outro com 28GB de RAM, é um Intel® Core™ i7-2600 @3.4GHz cedido pelo professor Wagner e usado através de conexão remota. O trabalho foi realizado utilizando o sistema operacional *LINUX* em ambos os computadores.

Devido ao custo computacional, em média cerca de 6 GB de RAM é alocada para cada modelo com o conjunto atômico mostrado na Tabela 2.4, calculamos inicialmente uma versão “leve” do modelo, onde alguns elementos são retirados para agilizar o processo, a saber: Ne, Ni, S, Ca, Ar. Este método reduz significativamente o uso de memória para $2 \sim 3$ GB, permitindo um maior número de processos simultâneos, sem perdas de informações utilizadas para análise. Após obter o melhor ajuste, calculamos um modelo completo com todos os íons. A diferença no tempo de processamento entre as duas configurações não é significativa, a convergência da solução pode até ser um pouco mais rápida em alguns casos, mas a principal vantagem é a redução no consumo de memória.

O tempo de processamento pode variar dependendo da intensidade na alteração feita no parâmetro. Foi experimentada uma duração média de 24 horas para cada modelo, incluindo o cálculo do transporte no sistema co-móvel (20 horas) e a mudança de referencial (4 horas), usando em media 90 iterações.

2.8 Ajustes Espectrais

Nesta seção apresentamos os melhores ajustes para nossa amostra. Na Tabela 2.5 nós apresentamos o conjunto de parâmetros estelares e do vento, utilizados nos modelos que consideramos finais. A incerteza máxima na temperatura efetiva (T_{ef}) é de 3000K, valor adotado para todos os objetos (conservador). No que diz respeito à Luminosidade,

adotamos uma incerteza típica de 0.25 dex (Ver [Martins et al. 2005](#)), de onde por propagação obtivemos o erro nos raios. A incerteza típica na gravidade superficial é de 0.2 dex, de onde obtivemos as incertezas para a massa estelar. Infelizmente as incertezas calculadas para a massa são bastante elevadas (ver Tabela 2.5), mas isto é um fato comum na literatura, devido à incerteza de L_* (e então R_*/R_\odot) e $\log g$ (Ver por exemplo, [Martins et al. 2005](#)).

Note que omitimos a luminosidade e $\log g$ de cada objeto na tabela, porém esses parâmetros são obtidos diretamente da lei de Stefan-Boltzmann e da própria definição $g = GM_*/R_*^2$. O erro máximo na perda de massa é de 0.4 dex, valor que adotamos para todos os objetos. Já a velocidade terminal tem incerteza máxima de cerca de 300 km/s, valor que adotamos para todos os objetos.

Por simplicidade, apresentaremos aqui um exemplo do melhor ajuste espectral obtido para um dos objetos de nossa amostra (Ver Figura 2.6), a estrela HD190429A, conforme a metodologia apresentada anteriormente na Seção 2.6. Os demais ajustes estarão disponíveis para consulta no Apêndice B.

Como pode ser visto, o melhor modelo obtido para o ótico e o ultravioleta reproduz razoavelmente bem as observações do SPITZER no infravermelho médio da estrela HD190429A. Em geral, obtivemos bom acordo entre os modelos e as observações para os diferentes objetos de nossa amostra (Ver Apêndice B). Com isto queremos dizer que visualmente a qualidade do ajuste é compatível com o que é geralmente encontrado na literatura (e.g., [Marcolino et al. 2009](#); [Martins et al. 2005](#)), e as principais linhas diagnósticas são bem reproduzidas.

No próximo Capítulo exploraremos em detalhes a morfologia do infravermelho médio das estrelas O, tendo como base os nossos modelos finais. Lá apresentaremos a identificação de linhas e medições de larguras equivalentes, caracterizando esta região espectral de maneira quantitativa pela primeira vez.

Tabela 2.5: Parâmetros estelares e do vento utilizados nos melhores ajustes dos objetos da nossa amostra. (1) Neste trabalho, (2) (Martins et al. 2015), (3) (Bouret et al. 2012).

Estrela	Tipo Espec.	T_{ef} (kK)	R_*/R_\odot	M_*/M_\odot	\dot{M}	v_∞ (10^3 km s $^{-1}$)	Baseado na Ref.
10 Lac	O9V	35.0 ± 3.0	$4.0^{+1.6}_{-1.3}$	$6.6^{+8.3}_{-3.9}$	-9.52 ± 0.4	1.2 ± 0.3	2, 1
HD 38666	O9.5V	33.0 ± 3.0	$6.6^{+2.6}_{-1.9}$	$15.9^{+19.8}_{-8.9}$	-9.82 ± 0.4	1.2 ± 0.3	1
HD 188209	O9.5Iab	29.8 ± 3.0	$25.2^{+10.4}_{-7.4}$	$36.3^{+47.0}_{-20.5}$	-6.40 ± 0.4	2.0 ± 0.3	2
HD 209975	O9.5Ib	30.5 ± 3.0	$17.0^{+7.0}_{-4.9}$	$23.6^{+30.5}_{-13.2}$	-6.50 ± 0.4	2.0 ± 0.3	2
Alpha Cam	O9.5Iab	28.9 ± 3.0	$32.0^{+13.4}_{-9.4}$	$38.2^{+50.1}_{-21.6}$	-5.66 ± 0.4	1.6 ± 0.3	1
HD 207198	O9Ib-II	32.5 ± 3.0	$10.6^{+4.3}_{-3.0}$	$13.1^{+16.7}_{-7.3}$	-7.0 ± 0.4	2.0 ± 0.3	2
HD 188001	O7.5Iaf	34.1 ± 3.0	$20.15^{+8.0}_{-5.7}$	$36.7^{+46.0}_{-20.4}$	-5.64 ± 0.4	1.8 ± 0.3	1
Zeta Pup	O4Iif+	41.0 ± 3.0	$18.1^{+6.8}_{-5.0}$	$47.5^{+56.8}_{-26.0}$	-5.72 ± 0.4	2.3 ± 0.3	3, 1
HD 190429A	O4Iif+	39.0 ± 3.0	$21.2^{+8.1}_{-5.9}$	$65.5^{+79.4}_{-36.0}$	-5.64 ± 0.4	2.3 ± 0.3	3

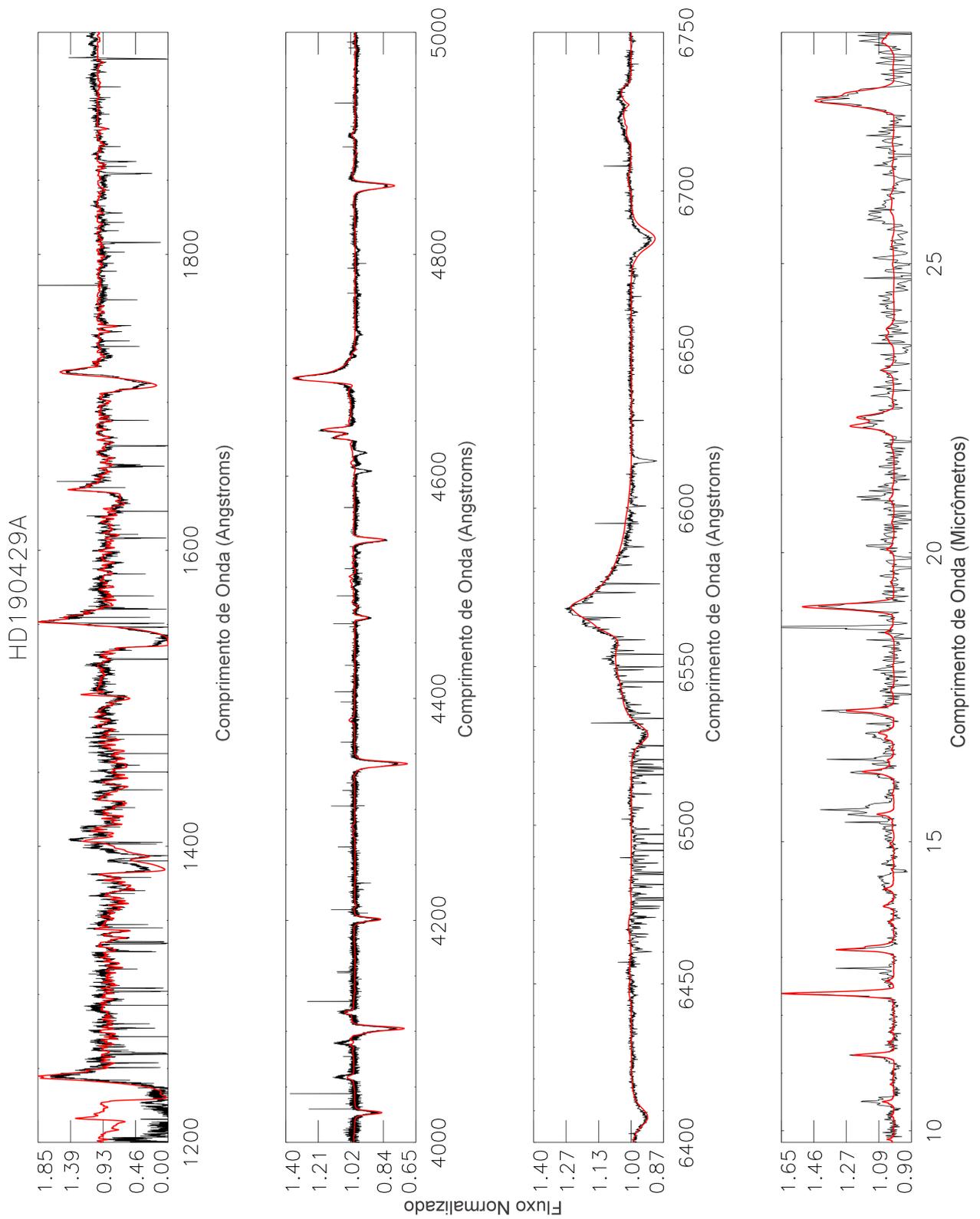


Figura 2.6: HD 190429A: modelos CMFGEN (vermelho) x observações (preto). Os dados no óptico são oriundos do espectrógrafo OHP/Elodie ($R=42000$; cedido por J.C. Bouret) e o espectro UV é uma média de vários arquivos IUE/SWP (Ver [Bouret et al. 2005](#)).

Capítulo 3

Morfologia do Infravermelho

Médio

Neste capítulo apresentaremos os resultados de nossa investigação sobre a morfologia do espectro das estrelas *O* no infravermelho médio. É a primeira vez que tal estudo é feito quantitativamente, i.e., com o uso de modelos de atmosferas. Na literatura, o espectro de algumas estrelas *O* com o SPITZER é apresentado brevemente em [Ardila et al. \(2010\)](#), sem um estudo mais aprofundado, juntamente com estrelas de outras classes (de baixa massa). Iniciaremos nossa discussão na Seção §3.1 com um breve tópico introdutório sobre linhas proibidas. Essa será uma Seção curta que servirá apenas para situar o leitor, já que acreditamos que nosso espectro esteja “contaminado” por transições proibidas.

Na Seção §3.2 mostraremos as identificações das transições encontradas. As informações serão apresentadas no formato de tabelas e figuras, contendo o espectro observado e destacando as principais linhas da região. Em seguida discutiremos quais as principais características encontradas nos diferentes tipos espectrais presentes em nossa amostra. Devido aos espectros observados apresentarem um nível razoável de ruído, juntamente com transições que acreditamos não serem provenientes do vento estelar, o melhor ajuste de cada alvo será mostrado em conjunto com os espectros observados para “guiar

o olho” do leitor, isso facilitará a visualização das transições.

Por fim, na Seção §3.3, será sintetizado os principais resultados e conclusões obtidos nessa parte do trabalho.

3.1 Linhas Proibidas

Também conhecidas como linhas nebulares, elas nada mais são que uma definição especial de linhas espectrais, emitidas a partir da transição radiativa de um estado metaestável¹ para um outro de menor energia. Essas transições são muito raras, já que o tempo de vida desses estados excitados podem exceder 1 segundo, e poderão ser observadas apenas em ambientes onde a densidade seja tão baixa, que a probabilidade de remoção de energia por meio de colisões seja ainda menor. Isso ocorre em plasmas onde a densidade de elétrons, n_e , é da ordem de 10^4 cm^{-3} (Osterbrock e Ferland 2006), valores típicos de nebulosas. Nesses plasmas, os estados metaestáveis são alcançados por meio de colisões entre íons e elétrons, e então, um fóton é emitido via transição radiativa, criando uma linha proibida. O nome transição proibida pode ser então enganador, já que não se trata de algo proibido e sim improvável.

Devido às condições em que ocorrem, não esperamos que essas linhas sejam formadas nos ventos de estrelas massivas, que são regiões extremas, de altas densidades e instáveis. Voltaremos a falar sobre esse assunto durante nossa análise morfológica, que será iniciada na próxima seção.

3.2 Identificação das Linhas Formadas no Vento

Em nossa análise dividimos a amostra em dois grupos principais: anãs e supergigantes. Cada um foi subdividido em dois outros subgrupos, que são: *tipo inicial* e *tipo tardio*

¹Um estado metaestável é aquele em que um sistema passa um longo período de tempo em uma outra configuração, além do estado de menor energia (estado fundamental).

(mais detalhes sobre cada tipo adiante). Essas divisões se mostraram efetivas pelas semelhanças apresentadas no espectro desses dois grupos, facilitando a apresentação dos nossos resultados. Como explicado no Capítulo §2, a identificação das linhas foi feita com o auxílio do melhor ajuste de cada alvo. A partir desse, computamos espectros individuais de cada íon, onde a superposição dos diferentes íons resulta no espectro final. Por esse método, podemos identificar qual o íon responsável e qual o comprimento de onda em repouso da transição, a partir do arquivo TRANS_INFO presente no diretório do modelo.

Infelizmente as anãs não apresentaram sinal proveniente do vento, sendo inexpressivas no infravermelho médio. Todavia, haverá uma seção dedicada as anãs, onde apresentamos os espectros e quais nossos interesses iniciais nesses objetos. Portanto, iniciaremos nossa análise com o grupo das supergigantes.

3.2.1 Identificação das Linhas: Supergigantes

Todas as supergigantes de nossa amostra estão contidas na Figura 3.1. Ordenamos esta figura por tipo espectral. No topo estão as tardias (tipo O9), abaixo passamos por uma O7 até chegar na base da figura, onde estão situadas duas iniciais do tipo O4. Esta subdivisão numérica (0 a 9) está relacionada à temperatura, onde o dígito 0 representa as mais quentes, e o 9 as mais frias. Esse sistema é conhecido como Morgan–Keenan (MK). A estrela mais quente das supergigantes é a Zeta Puppis (HD66811), uma O4If com uma temperatura efetiva de 41000K, e a mais fria é a α Cam (HD30614), uma O9.5Iab com uma temperatura efetiva de 28900K. Os espectros estão normalizados, mais detalhes adiante, e deslocados por uma constante para uma melhor visualização. Apesar do instrumento utilizado nas observações ir até $\sim 37\mu\text{m}$ (ver Tabela 2.2), cortamos todos os espectros em aproximadamente $31\mu\text{m}$ porque além desse ponto o nível de sinal-ruído era muito baixo.

Na Figura 3.1 encontram-se as identificações na vertical, onde é mostrado o elemento

e o comprimento de onda em repouso da transição, retirado do arquivo TRANS_INFO. Os comprimentos de onda presentes nesse arquivo são calculados pelo CMFGEN, através do uso de dados coletados em diversos projetos (e.g. Opacity Project - The Iron Project, NIST, etc.). Existem duas linhas, também na vertical, com o intervalo espectral em que a identificação é válida, no lado extremo direito. Os intervalos são exatamente os dois subgrupos (tardio e inicial) definidos anteriormente, onde cada um apresentou as mesmas transições em comum. Os nomes de cada alvo encontram-se acima do espectro correspondente, no canto direito.

Verificamos que o espectro atmosférico, composto por linhas formadas tanto na fotosfera quanto no vento (como discutido no Capítulo §1), das estrelas *O* supergigantes é formado apenas por linhas de Hélio e Hidrogênio. No entanto existem transições que não conseguimos identificar, essas estão marcadas com um símbolo “?” na Figura 3.1. As transições no infravermelho médio são bem largas e o nosso método, que consiste em usar espectros para íons individuais, nos permitiu verificar que em geral temos contribuição de ambos os elementos (H + He).

Nesse caso ajustamos gaussianas na correspondente linha do espectro observado e assim obtivemos o centro da transição, que chamamos de “*centroide*”. Para isto, os espectros no infravermelho foram normalizados por “inspeção visual”, ajustando um polinômio ao contínuo. A ferramenta utilizada foi um programa escrito em IDL, chamado “line_norm.pro”¹. Para reduzir os erros, realizamos 10 ajustes em cada linha e fizemos uma média. Um exemplo pode ser visto no alvo HD66811 na linha em $\sim 27.8\mu\text{m}$, ela é formada pela superposição das linhas de H I ($27.82\mu\text{m}$) e He II ($27.97\mu\text{m}$), após aplicarmos o procedimento descrito acima, obtemos um centroide de $27.83\mu\text{m}$.

O processo descrito acima foi aplicado também em todas as linhas identificadas com o objetivo de calcular a largura equivalente (LE) de cada linha (o que nos fornece automaticamente medidas de centroides), sendo repetido em cada estrela individual-

¹Parte do pacote de ferramentas IDL FUSE (Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer), disponível em http://fuse.pha.jhu.edu/analysis/fuse_idl_tools.html

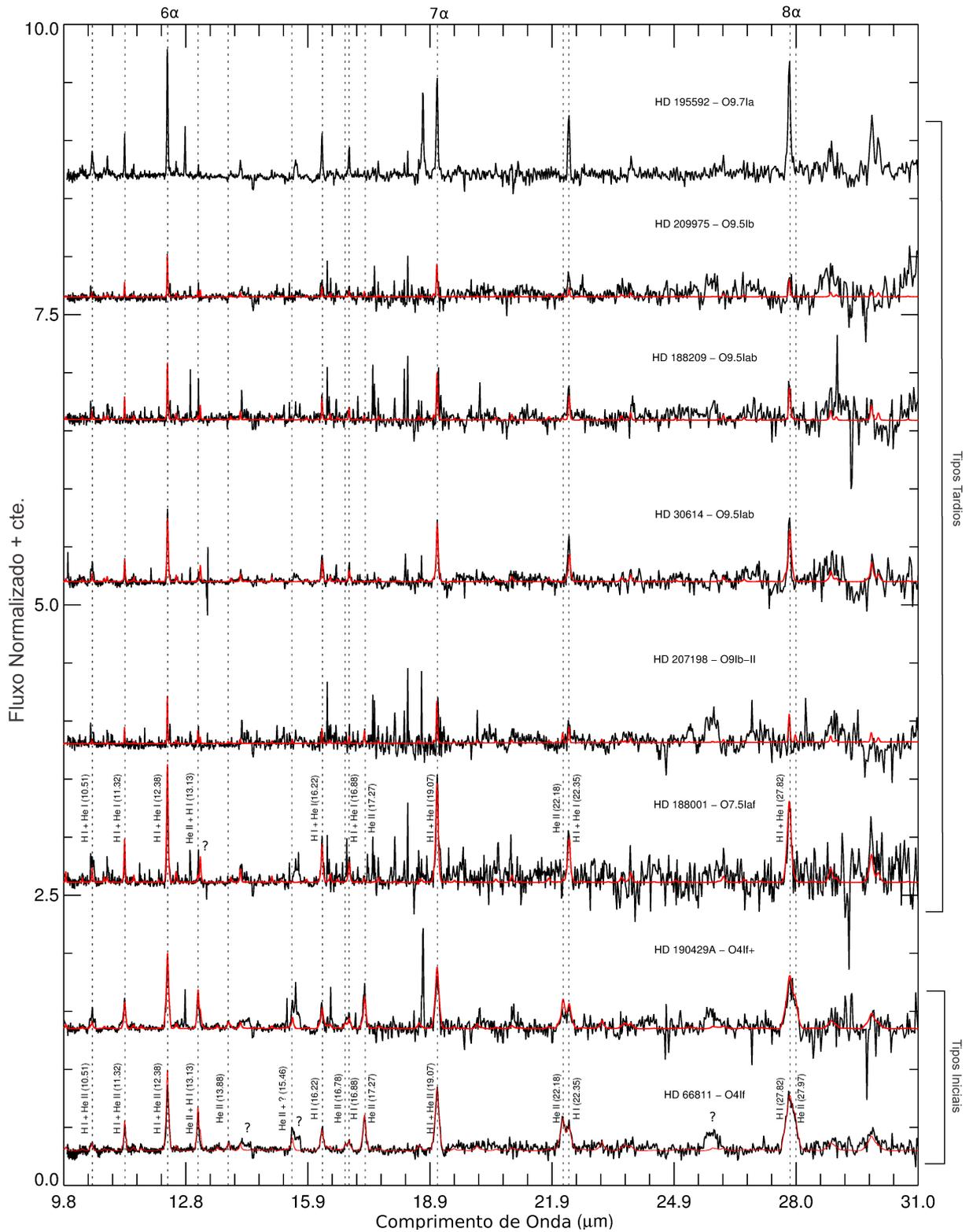


Figura 3.1: Espectros no infravermelho médio: Morfologia dos espectros das estrelas Supergigantes. As principais linhas de transição do Hidrogênio estão marcadas no topo.

mente. As medidas de todas as larguras equivalentes, centroides e comprimentos de onda em repouso das transições encontram-se no Apêndice C, na Tabela C.1. Adiante voltaremos à discutir sobre esse assunto, mas primeiro precisamos apresentar alguns resultados.

Uma ilustração das contribuições individuais de cada elemento para as linhas das supergigantes é apresentada nas Figuras 3.2 e 3.3, para os tipos iniciais e tardios respectivamente. Nelas são apresentados cinco perfis observados em cada alvo, e podemos perceber que a contribuição de cada elemento muda dos tipos iniciais para os tipos tardios. Os espectros das estrelas do tipo inicial são compostos apenas por linhas H I e He II, sem sinais de He I. Em contrapartida, as estrelas do tipo tardio apresentam apenas H I e He I. No entanto, aqui há uma exceção, a HD207198, que apresenta uma fraca transição de He II em $13.13\mu\text{m}$.

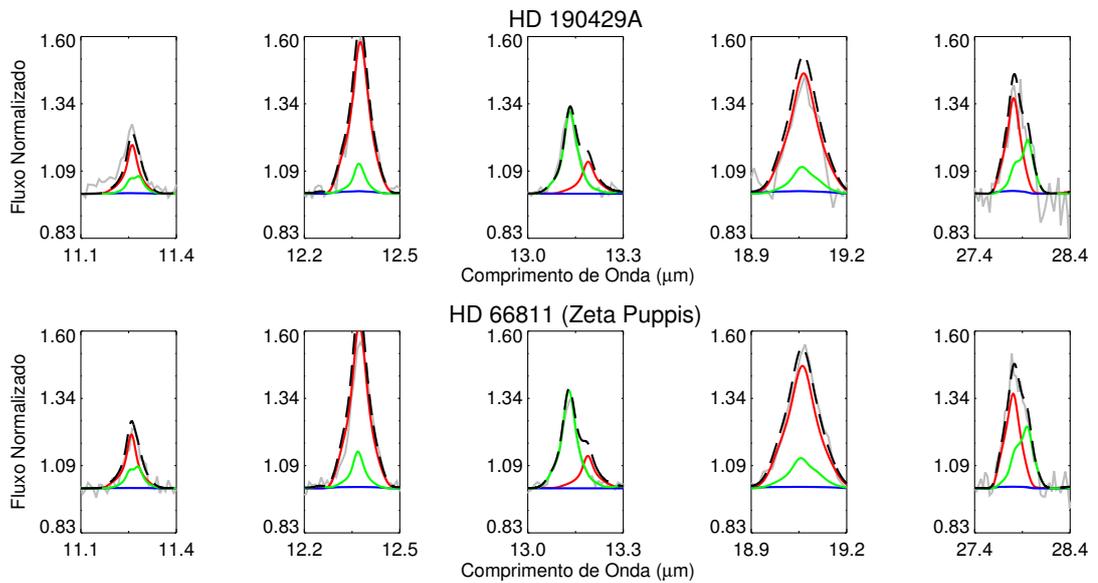


Figura 3.2: Contribuição de íons individuais nas linhas: $11.32\mu\text{m}$, $12.37\mu\text{m}$, $13.13\mu\text{m}$, $19.07\mu\text{m}$ e $27.8\mu\text{m}$ para os espectros das supergigantes do tipo inicial: Em cinza está o espectro observado, o melhor ajuste está em preto com uma linha tracejada, H I está em vermelho, He I em azul e He II em verde. Observe que os perfis são compostos por H I e He II apenas, transições de He I estão ausentes.

Nós encontramos que as principais transições no infravermelho médio, para todas as estrelas do grupo das supergigantes (tardias e iniciais), são as linhas do Hidrogênio em: $12.37\mu\text{m}$, $19.05\mu\text{m}$ e $27.82\mu\text{m}$, encontradas em todos os alvos da amostra e se mostraram sempre as mais relevantes. Chamamos também essas linhas de 6α , 7α e 8α , respectivamente, que referem-se as transições entre os níveis atômicos: $n = 7 \rightarrow 6$, $n = 8 \rightarrow 7$ e $n = 9 \rightarrow 8$, na devida ordem.

Em geral, o principal contribuinte para a formação dessas linhas é o Hidrogênio. Existem exceções, como a HD209975, onde os perfis em $19.05\mu\text{m}$ e $27.8\mu\text{m}$ contêm basicamente a mesma quantidade de contribuição dos elementos de H I e He I (ver Figura 3.3).

Como pode ser percebido na Figura 3.1, não mostramos o espectro sintético para a estrela HD 195592. Isso porque possuíamos apenas espectros de baixa resolução no ultravioleta, e no ótico a qualidade do espectro estava péssima. Tentamos utilizar os valores típicos para o respectivo tipo espectral (ver Martins et al. 2005), mas o ajuste não era satisfatório. Utilizando os dados da Tabela C.1 (para as linhas 6α , 7α e 8α), construímos a Figura 3.4. Nela vemos que as supergigantes do tipo inicial têm os maiores valores de LE. Apenas a HD188001 (O7.5Iaf) e a HD195592 (O9.7Ia) possuem valores de LE comparáveis. De fato, o espectro da HD195592 é notavelmente diferente do espectro das outras estrelas O9, como pôde ser visto na Figura 3.1, se aproximando mais do espectro da O7.5 de nossa amostra. Isso nos faz questionar sobre a classificação espectral dessa estrela.

As identificações discutidas nessa seção estão reunidas nas duas tabelas abaixo. Na Tabela 3.1 mostramos as linhas de H I e He II identificadas nas supergigantes do tipo inicial, e na Tabela 3.2 as transições identificadas nas do tipo tardio, que são

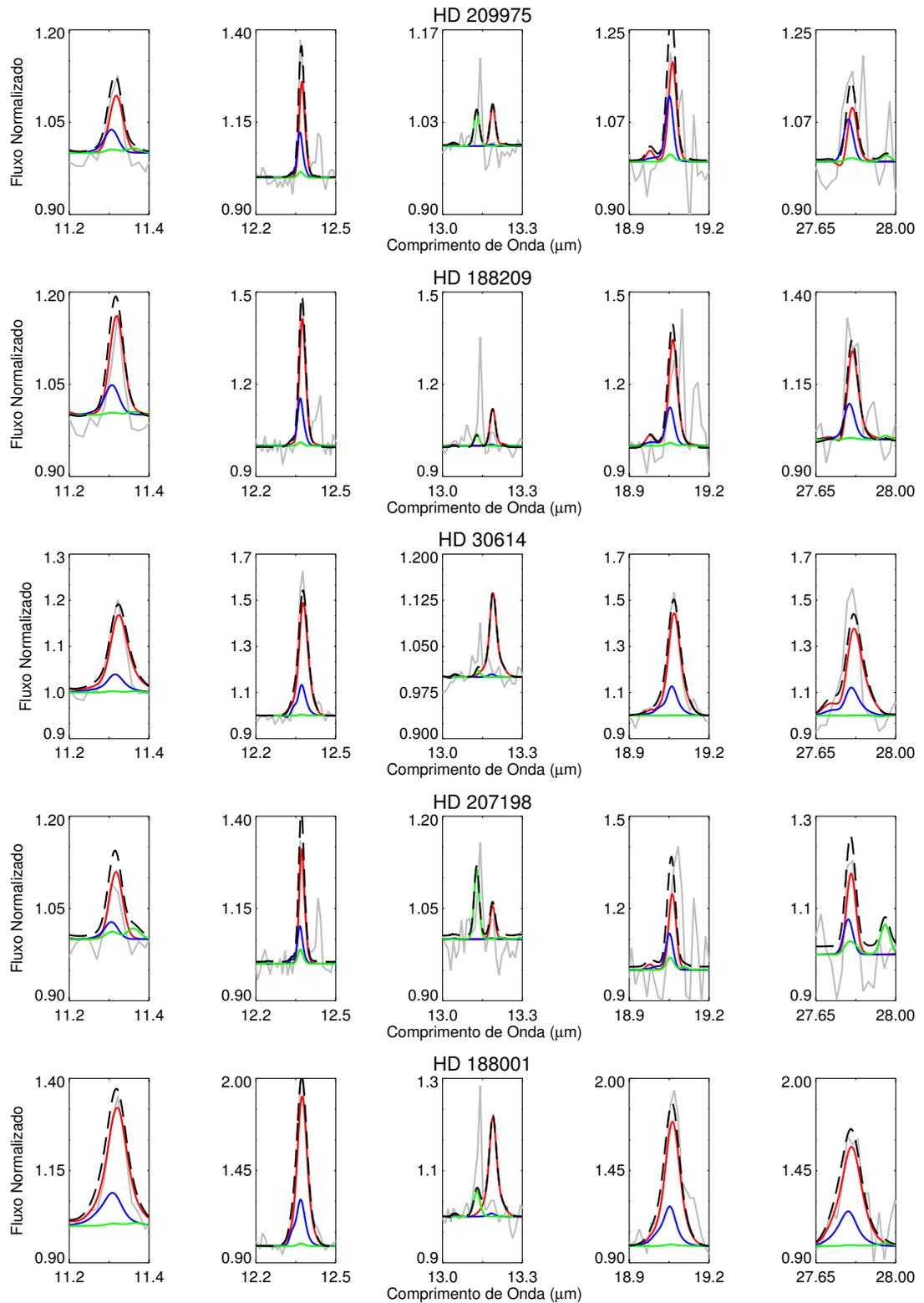


Figura 3.3: Contribuição de íons individuais nas linhas: $11.32\mu\text{m}$, $12.37\mu\text{m}$, $13.13\mu\text{m}$, $19.07\mu\text{m}$ e $27.8\mu\text{m}$ para os espectros das supergigantes do tipo tardio: Em cinza está o espectro observado, o melhor ajuste está em preto com uma linha tracejada, H I está em vermelho, He I em azul e He II em verde. As principais contribuições são de H I e He I (mais facilmente percebido nas duas primeiras transições).

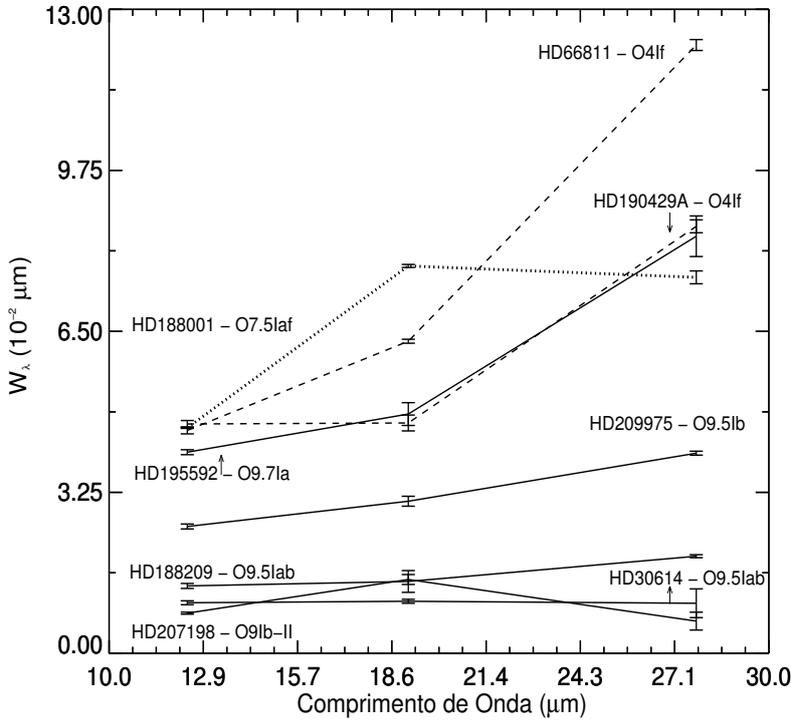


Figura 3.4: Valores de larguras equivalentes das principais linhas do infravermelho médio (6α , 7α e 8α) para todas as supergigantes da amostra. Traçado: Supergigantes O4; Pontilhado: Supergigantes O7; Linha sólida: Supergigantes O9. Medidas e respectivos erros retirados da Tabela C.1.

basicamente H I e He I. Enfatizamos que somente com o uso de modelos de atmosferas sofisticados (não-ETL com vento estelar) poderíamos obter tais informações.

Notamos também que o espectro das supergigantes apresentam várias transições proibidas. Curiosamente, as estrelas do tipo tardio apresentam mais dessas transições do que as do tipo inicial, principalmente na região entre $\sim 16.22 - 19.07\mu\text{m}$. Nós não desenvolvemos nenhuma análise quantitativa a respeito disso, mas uma possibilidade seria que essas linhas fossem formadas em um envoltório mais externo a atmosfera da estrela, onde há um gás suficientemente rarefeito (ver Seção §3.1). Uma tabela com as possíveis transições para as linhas mais intensas é fornecida na Tabela 3.3.

O próximo passo desse trabalho, que será discutido no capítulo seguinte, foi explorar o potencial do infravermelho médio na obtenção de parâmetros atmosféricos. Para aprimorar a análise, computamos as *regiões de formação de linhas* (RFLs, ver Figura

Tabela 3.1: Identificação de linhas: Supergigantes do tipo inicial. A coluna “*Observado* $\lambda(\mu m)$ ” se refere ao comprimento de onda aproximado retirado a partir do pico da emissão, definido por inspeção visual, do espectro observado. E “*Comprimento de onda em repouso*” é o valor do comprimento de onda da transição obtido pelo CMFGEN.

Observado $\lambda \pm 0.02(\mu m)$	Elementos	Comprimento de Onda em repouso (μm)
10.51	H I + He II	10.50 + 10.49
11.32	H I + He II	11.31 + 11.33
12.38	H I + He II	12.37 + 12.38
13.13	He II + H I	13.13 + 13.19
13.88	He II	13.87
15.46	He II + ?	15.47
16.22	H I	16.21
16.78	He II	16.77
16.88	H I	16.88
17.27	He II	17.26
19.07	H I + He II	19.06 + 19.05
22.18	He II	22.17
22.35	H I	22.33
27.82	H I	27.80
27.97	He II	27.95

Tabela 3.2: Identificação de linhas: Supergigantes do tipo tardio. A coluna “*Observado* $\lambda(\mu m)$ ” se refere ao comprimento de onda aproximado retirado a partir do pico da emissão, definido por inspeção visual, do espectro observado. E “*Comprimento de onda em repouso*” é o valor do comprimento de onda da transição obtido pelo CMFGEN.

Observado $\lambda \pm 0.02(\mu m)$	Elementos	Comprimento de Onda em repouso (μm)
10.51	H I + He I	10.50 + 10.37
11.32	H I + He I	11.31 + 11.30
12.38	H I + He I	12.37 + 12.39
13.13	He II + H I	13.13 + 13.19
16.22	H I + He I	16.21 + 16.20
16.88	H I + He I	16.88 + 16.87
17.27	He II	17.26
19.07	H I + He I	19.06 + 19.05
22.18	He II	22.17
22.35	H I + He I	22.33 + 22.32
27.82	H I + He I	27.80 + 27.79

Tabela 3.3: Lista de possíveis linhas proibidas na região do infravermelho médio para as supergigantes. A coluna “*Observado* $\lambda(\mu m)$ ” se refere ao comprimento de onda aproximado retirado a partir do pico da emissão, definido por inspeção visual, do espectro observado.

Observado $\lambda \pm 0.02(\mu m)$	Possíveis Transições Proibidas (μm)
10.52	[S IV] 10.51, [Mg IV] 10.53
12.81	[Ne II] 12.81
$\sim 14.18 - 14.40$	[Ne V] 14.32, [Cl II] 14.37, [Na II] 14.39
15.35	[Na V] 15.30, [K IV] 15.40
15.55	[Ne III] 15.56
16.43	[Co III] 16.39, [Mg III] 16.62
18.73	[S III] 18.713

3.5) das principais linhas do infravermelho (6α , 7α e 8α) em conjunto com as linhas $H\alpha$ do ótico, C IV (1550 λ) e N IV (1718 λ) do ultravioleta, escolhidas por serem bem conhecidas e sensíveis aos parâmetros atmosféricos.

Pela Figura 3.5 podemos notar que nas estrelas de menores massas, consequentemente menores luminosidades, as linhas do infravermelho médio são formadas nas partes mais internas do vento, da mesma forma que $H\alpha$. Por outro lado, os alvos mais massivos, que implica em maiores luminosidades e então taxas de perda de massa mais elevadas, as linhas no infravermelho são formadas em regiões mais afastadas no vento, cobrindo um grande intervalo de velocidades, assim como as linhas de N IV 1718 e C IV 1550.

Os resultados acima nos sugerem que, no caso das supergigantes do tipo tardio, as linhas do ultravioleta são mais adequadas para testar as regiões mais externas do vento, se mostrando propícias para diagnósticos do vento estelar como: taxas de perda de massa, velocidade terminal e clumping². Por outro lado, as linhas do infravermelho se formam nas regiões mais internas do vento, o que nos motivou a testar a resposta delas à testes envolvendo parâmetros fotosféricos como: gravidade superficial e temperatura

²O que não é novidade, já que essas linhas são amplamente usadas como diagnóstico, para os parâmetros listados, na literatura. Também já foi discutido na metodologia deste trabalho (ver Seção 2.6).

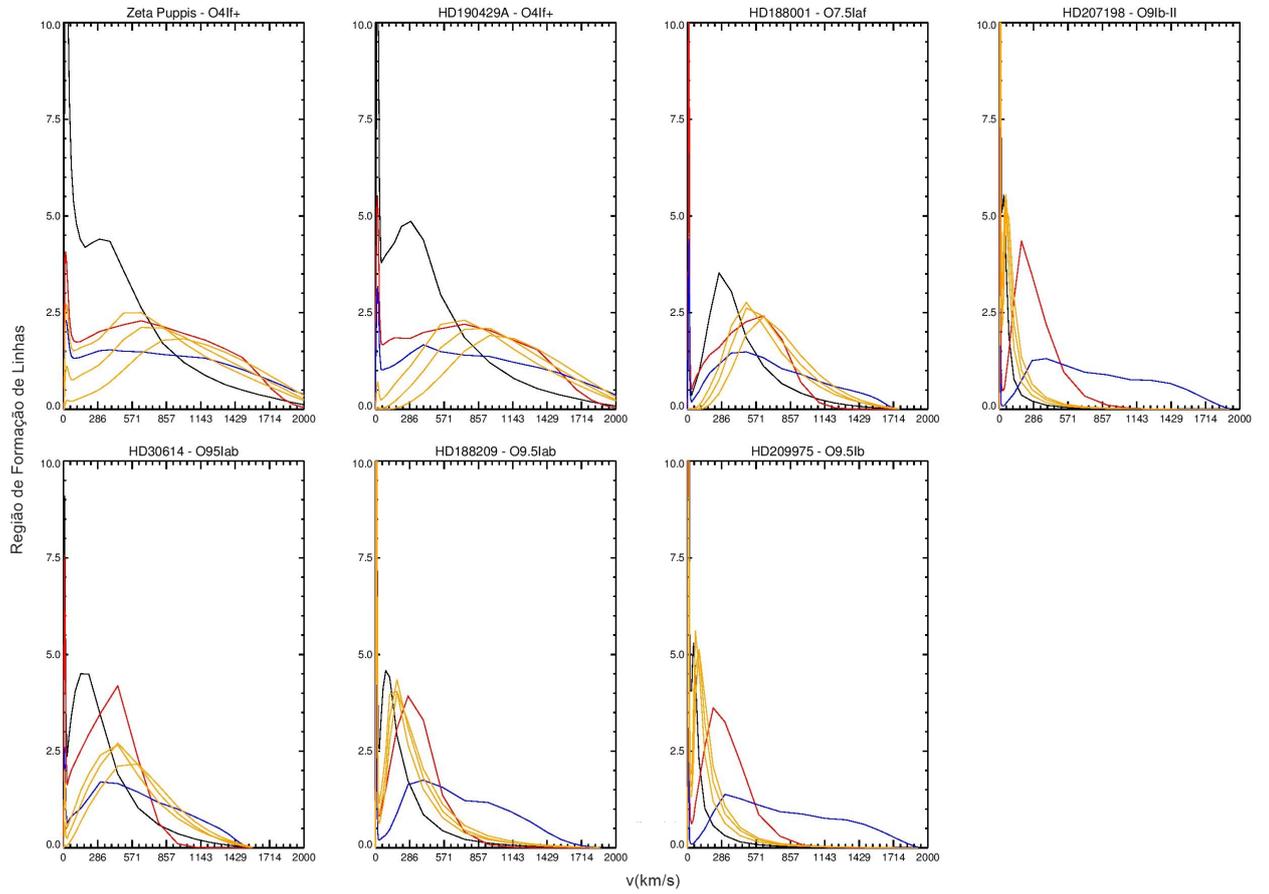


Figura 3.5: Região de formação de linhas do ultravioleta, ótico e infravermelho médio - C IV 1550 (azul), N IV 1718 (vermelho), $H\alpha$ (preto), 6α , 7α e 8α (laranja). Eixo vertical: Parâmetro de formação de linhas, maiores valores indicam maior formação na dada região. O pico inicial (próximo a 0 km s^{-1}) é falso e ocorre devido à uma instabilidade que surge durante o cálculo. Eixo horizontal: velocidade no vento dada em km s^{-1} , equivalente a distância à superfície estelar.

efetiva.

Com relação as supergigantes do tipo inicial, tanto as linhas do infravermelho quanto as do ultravioleta permeiam uma grande região do vento, permeando as regiões mais externas. Isso nos motivou a realizar testes no infravermelho para parâmetros ligados ao vento. Assim, realizamos testes para: \dot{M} , v_∞ e f_∞ . É notável que em todas as supergigantes, as linhas do infravermelho médio sempre se formam a velocidades maiores (que equivale a maiores distâncias) do que $H\alpha$. Esse efeito é acentuado nos tipos iniciais mas também ocorre nos tipos tardios (onde aqui elas começam a tender para a mesma região de formação de $H\alpha$), com uma lacuna que varia entre $100 \sim 400 \text{ km s}^{-1}$. Como sabemos que a linha $H\alpha$ é sensível ao vento mesmo nos tipos tardios, esperamos algo parecido também com as linhas do infravermelho, e então realizamos os testes para parâmetros ligados ao vento também nas tardias. O que é plausível, já que mesmo estando nas zonas mais internas essas linhas ainda permeiam parte do vento. Isso já não é verdade nas anãs, como veremos na próxima seção, as linhas de $H\alpha$ e do infravermelho se encontram bem ligadas à fotosfera.

3.2.2 Identificação das Linhas: Anãs

Os espectros das estrelas O anãs de nossa amostra são apresentados na Figura 3.6. As linhas tracejadas indicam transições encontradas nas supergigantes e servem como referência visual para identificação. Note que apenas dois modelos de atmosferas são mostrados, para as estrelas 10 Lac e HD 38666. De fato, por questão de tempo computacional e então de conclusão desta dissertação, não possuímos ainda modelos finais para os demais objetos. Ademais, dedicamos mais tempo à essas duas estrelas em particular durante a dissertação pelo fato delas apresentarem potencial de resolver um problema em aberto importante na literatura, conforme discutiremos mais adiante (ver Seção 3.2.2.1).

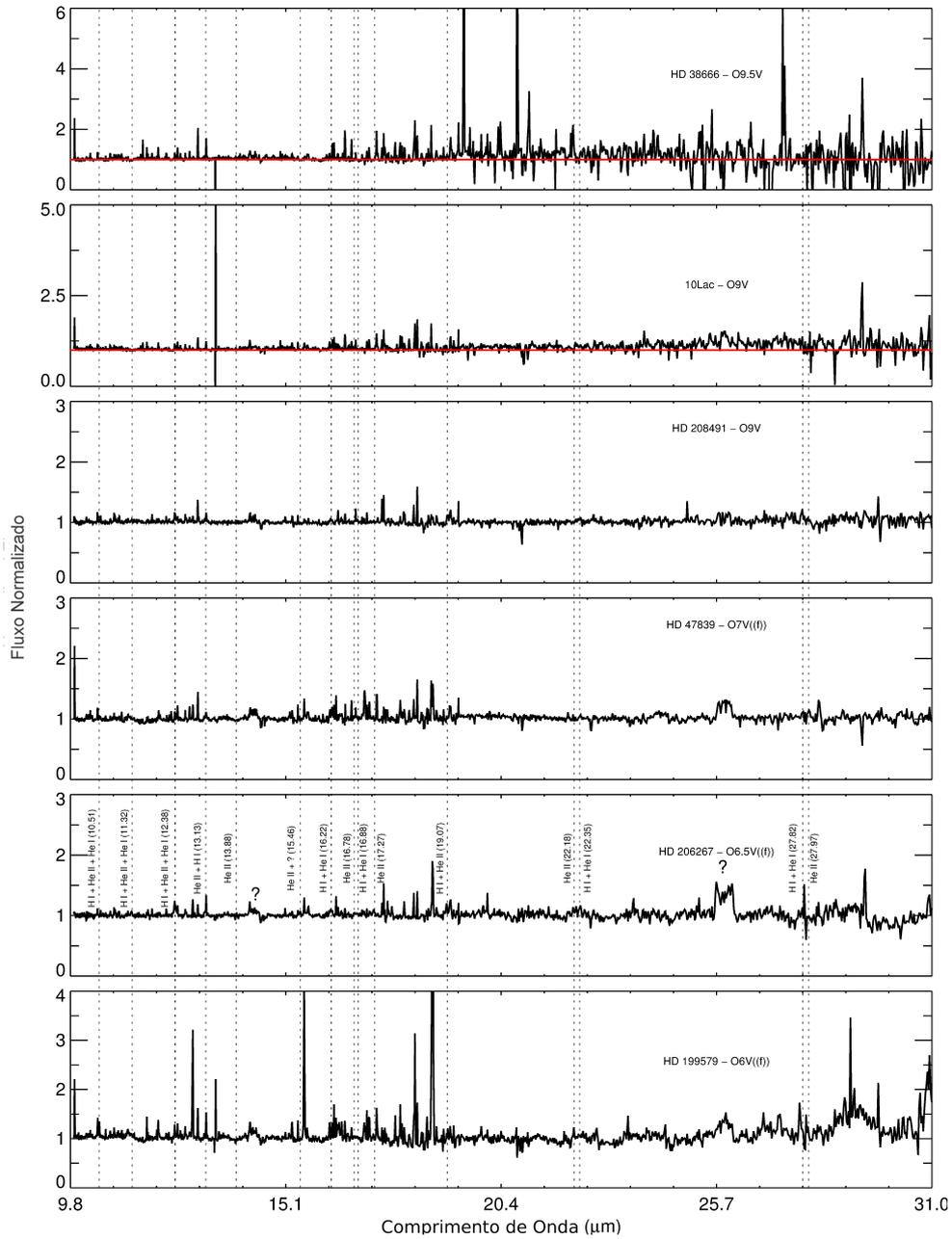


Figura 3.6: Espectros no infravermelho médio: Morfologia dos espectros das estrelas anãs. As linhas de transição encontradas nas supergigantes estão marcadas como referência.

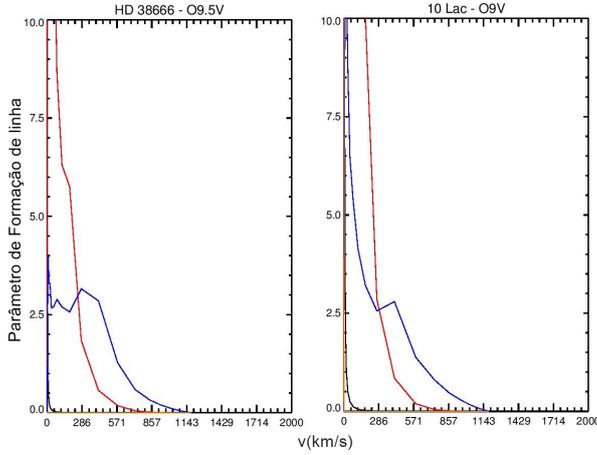


Figura 3.7: Região de formação de linhas do ultravioleta, ótico e infravermelho médio - C IV 1550 (azul), N IV 1718 (vermelho), H α (preto). Eixo vertical: Parâmetro de formação de linhas, maiores valores indicam maior formação na dada região. Eixo horizontal: velocidade no vento dada em km s^{-1} , equivalente a distância à superfície estelar.

Conforme pode ser inferido pela Figura 3.6, as anãs O são inexpressivas no infravermelho médio: nenhum sinal de vento está presente e o espectro é bastante contaminado por transições proibidas. O cálculo da região de formação de linhas para a 10 Lac e HD 38666 reforçam esta conclusão. Isto é mostrado na Figura 3.7. Como pode ser notado, as linhas do ultravioleta estão presentes na atmosfera (fotosfera e/ou vento), porém as mais importantes no infravermelho médio (6, 7 e 8 α) estão ausentes. Além disso, H α é formada basicamente na fotosfera.

Com nossos resultados, podemos concluir com relação às estrelas OV do tipo tardio que (i) somente no espectro ultravioleta temos assinaturas de um vento estelar; (ii) no espectro ótico temos apenas informações fotosféricas (ver Marcolino et al. 2009) e (iii) no infravermelho médio não temos a presença de linhas atmosféricas.

3.2.2.1 Ventos Fracos no Infravermelho Médio

Uma das maiores motivações para estudarmos estrelas anãs O do tipo tardio (O8-9V) no infravermelho médio vem do fato delas apresentarem o chamado *problema dos ventos fracos* (ver por exemplo, Marcolino et al. 2009; Martins et al. 2005). Neste problema, temos medidas de perda de massa (via modelos de atmosferas) para estrelas O8-9V

muito inferiores às preditas teoricamente (pela teoria de ventos radiativos, [Lamers e Cassinelli 1999](#); [Vink et al. 2000](#)). Em alguns casos, as medidas baseadas em observações no ultravioleta (com o CMFGEN) chegam a ser duas ordens de magnitude inferior ao esperado teoricamente ([Vink et al. 2000](#)).

Na literatura, alguns trabalhos sugerem que as linhas metálicas de vento no ultravioleta são poucas (e.g., às vezes somente C IV 1549) e podem estar sujeitas a alguns erros (e.g., incerteza na abundância química; seções de choque e estrutura de ionização complexa; raios-X; ver [Mokiem et al. 2007](#)). Tais trabalhos sugerem que o uso de linhas do Hidrogênio são mais confiáveis - como o $H\alpha$ - e que poderiam resultar em perdas de massa compatíveis com a teoria. No entanto, já foi mostrado na literatura que no caso de estrelas O8-9V a linha $H\alpha$ não é sensível à perda de massa ([Marcolino et al. 2009](#)). Com os nossos dados no infravermelho médio tivemos a oportunidade de atacar este problema mais uma vez.

Como discutido anteriormente, as anãs O - principalmente as do tipo tardio - não apresentam linhas atmosféricas no infravermelho médio. No entanto, recalculamos os nossos modelos finais para as estrelas 10 Lac e HD 38666 usando uma perda de massa duas ordens de magnitude maior do que a inferida no ultravioleta. Fizemos isso em conformidade com o que é esperado teoricamente para essas duas estrelas (de acordo com [Vink et al. 2000](#)). Nossos modelos recalculados com esses valores superiores para a perda de massa ainda assim não apresentaram linhas do Hidrogênio formadas no vento. Desta maneira, concluímos que a região do infravermelho médio não exclui nem apoia a possibilidade de ventos fracos, não sendo útil para atacar este importante problema³.

³Enfatizamos aqui a importância da possibilidade de confirmar ou não a existência de ventos fracos pelo fato de códigos evolutivos de ponta (e.g, do grupo de Geneva) utilizarem perdas de massa muito superiores, contrárias as inferidas pelas observações.

3.3 Conclusões

Listamos aqui os principais resultados obtidos nessa primeira parte do trabalho:

- A região do infravermelho médio em estrelas supergigantes é formada apenas por linhas de H I, He I e He II. Com respeito a esse grupo destacamos:
 - Os espectros das estrelas do tipo tardio são compostos principalmente por linhas de H I e He I, algumas transições bem fracas de He II também aparecem. Esse grupo em especial apresenta fortes contaminações por linhas proibidas.
 - Nos objetos do tipo inicial o espectro é formado apenas por H I e He II, sem sinais de He I. Esse grupo apresentou baixa contaminação por linhas proibidas.
 - O infravermelho médio apresenta potencial na obtenção de diagnósticos para parâmetros atmosféricos: estelares e do vento. Essa análise será apresentada no próximo capítulo.
- As anãs são inexpressivas no infravermelho médio e não fornecem nenhuma informação adicional.

Capítulo 4

Diagnósticos no Infravermelho

Médio

Neste capítulo apresentaremos os resultados para os testes de parâmetros atmosféricos no infravermelho médio em busca de linhas de diagnósticos. Os testes consistem de novos modelos calculados a partir da variação de um único parâmetro de interesse, enquanto todos os demais permanecem fixos. Neste capítulo não serão apresentados dados observados em conjunto com os modelos, já que estamos interessados apenas na variação das linhas, a presença de mais curvas só irá poluir as figuras. Como referência às variações será usado em conjunto o espectro sintético do melhor ajuste.

Reforçamos que o foco deste capítulo é a região do infravermelho médio. No entanto, apresentaremos também as respectivas linhas de diagnóstico nas demais regiões espectrais, que além de fornecerem apoio à análise, ainda servem para compararmos a sensibilidade das diferentes linhas.

Os seguintes parâmetros foram testados:

- Parâmetros fotosféricos:
 - Temperatura efetiva.

- Gravidade superficial.

- Parâmetros do vento:
 - Taxa de perda de massa.

 - Velocidade terminal.

 - Clumping.

As variações de um mesmo parâmetro não foram iguais em todos os alvos por questões de convergência, e porque estrelas diferentes não têm uma resposta igual nas linhas para uma mesma mudança. Então, aumentamos gradativamente a variação do parâmetro de interesse a cada teste, até obtermos uma resposta satisfatória nas linhas bem conhecidas e depois vemos como as linhas do infravermelho responderam.

Devido ao alto custo computacional, usamos algumas estratégias para otimizar a análise. Ao invés de variarmos todos os demais parâmetros (e.g. raio, luminosidade, microturbulência, etc.) para cada alvo da amostra, o que seria o ideal, nós nos concentramos apenas nos principais parâmetros, assumindo uma luminosidade conhecida da literatura. Outro ponto foi a escolha de objetos representativos. Como a região de formação de linhas de cada grupo (inicial e tardio) eram similares, escolhemos um alvo de cada grupo como representante. Para o tipo inicial escolhemos a Zeta Puppis (HD66811). Para o tipo tardio iniciamos os testes com a estrela mais fria da amostra, a Alpha Cam (HD30614). Entretanto esse alvo possui uma região de formação de linhas atípica para uma estrela do tipo tardio e para complementar a análise escolhemos uma outra estrela com tal característica, a HD188209, a segunda estrela mais fria da nossa amostra. Cada parâmetro listado acima será discutido nas seções a seguir, começando pelos parâmetros fotosféricos.

4.1 Temperatura Efetiva

Nesta seção iniciaremos com os testes de temperatura efetiva. Como dito mantemos as demais grandezas a serem testadas constantes e variamos apenas a temperatura. Note que para manter luminosidade e gravidade superficial constantes precisamos ajustar o raio e a massa, de modo a satisfazer as equações de luminosidade ($L = 4\pi R^2 \sigma T^4$, onde σ é a constante de Stefan-Boltzmann) e gravitação ($\log g = \log \left(G \cdot \frac{M_\star}{R_\star^2} \right)$, onde G é a constante de gravitação universal, M_\star a massa e R_\star o raio da estrela.).

Como apoio usamos as linhas de diagnóstico do ótico, que são linhas de Hélio e Hidrogênio. Existem várias linhas que são usadas no ótico, aqui mostramos as duas principais usadas como diagnóstico primário que são: He I 4471 λ e He II 4542 λ . Nos testes utilizamos sempre valores acima e abaixo da temperatura encontrada no melhor ajuste, então esperamos que a linha de He I fique mais intensa e a de He II mais fraca, quando a temperatura for menor, e vice-versa caso contrário.

A Figura 4.1 apresenta os testes de temperatura para Alpha Cam. Utilizamos uma variação de $\pm 3000\text{K}$ com relação ao melhor ajuste (ver Tabela 2.5), que possui uma $T_{ef} = 28900\text{K}$. As linhas no ótico responderam conforme o esperado, e a região no infravermelho médio se mostrou sensível a variação da temperatura. O comportamento das linhas de Hidrogênio 6α , 7α e 8α foi parecido com a linha de He II 4542 λ , ficando mais intensa com relação ao melhor ajuste, quando aumentamos a temperatura, e menos intensa quando reduzimos a temperatura. Para assegurar que as linhas de Hidrogênio responderam aos testes de temperatura, e não que o perfil seja modificado devido à mudança na estrutura de ionização do He por exemplo, no Apêndice D estão incluídas imagens da contribuição individual de cada elemento para os diferentes testes de temperatura efetiva nas três estrelas. Nelas vemos claramente que os perfis se mantêm dominados pelo H I, com baixas variações em He.

O infravermelho se mostrou bem sensível à temperatura na Alpha Cam, apresen-

tando uma boa variação na intensidade das linhas. Uma notável característica é aparição de um perfil em absorção, nas três linhas do infravermelho, no teste com menor temperatura.

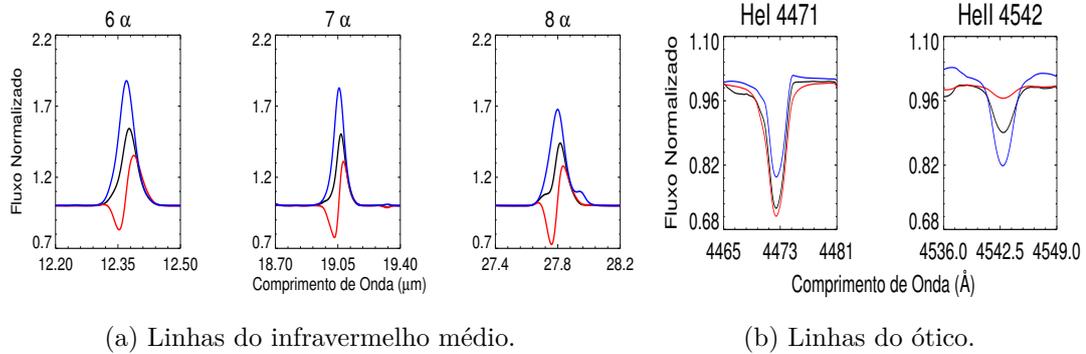


Figura 4.1: Testes de temperatura efetiva para a estrela Alpha Cam. Em preto temos o melhor ajuste, em vermelho o modelo com a temperatura reduzida em 3000K e em azul com um aumento de 3000K.

Os testes para temperatura da estrela HD188209 são apresentados na Figura 4.2. Para este objeto uma variação de 2000K, no melhor ajuste com $T_{ef} = 29800K$, já mostrou um bom efeito nas linhas de diagnóstico do ótico. No infravermelho, os efeitos são similares aos resultados vistos na outra estrela do tipo tardio (Alpha Cam), apresentada anteriormente, as linhas se mostraram bem sensíveis respondendo a mudança de temperatura assim como no ótico. O perfil em absorção é observado somente na linha 8α .

Por último, na Figura 4.3 são apresentados os testes para Zeta Puppis. Uma variação de 3000K foi usada em cima do melhor ajuste com $T_{ef} = 41000K$, mas as linhas do ótico se mostraram bem inertes, apesar da alta variação. Dentre todas as linhas de diagnóstico no ótico, somente a He I 4471λ respondeu aos testes, e a linha He II 4542λ (mostrada na Figura 4.3) apresenta um comportamento contraditório. Foram realizadas diversas consultas nos arquivos de saídas nos modelos desse alvo em busca de erros, mas nada foi encontrado. Na região do ultravioleta, as linhas de Fe III, IV e V (que formam a chamada floresta de ferro), também podem ser usadas na estimativa de temperatura,

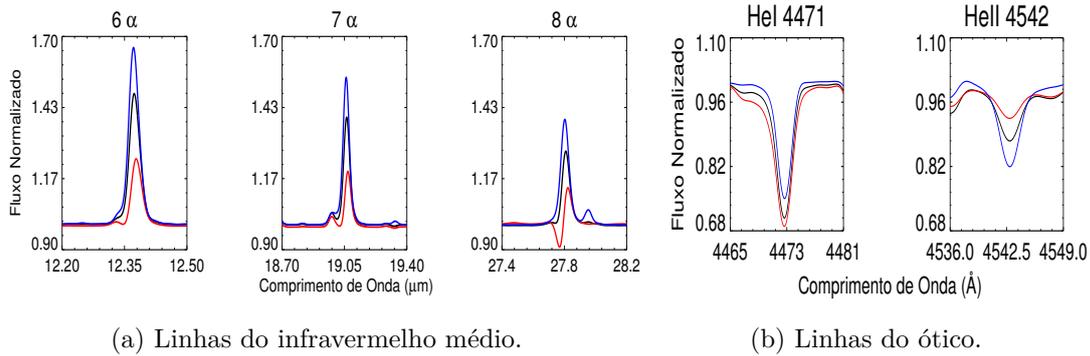


Figura 4.2: Testes de temperatura efetiva para a estrela HD188209. Em preto temos o melhor ajuste, em vermelho o modelo com a temperatura reduzida em 2000K e em azul com um aumento de 2000K.

porém as incertezas nesta região são maiores que no ótico.

A região do infravermelho manteve uma correlação com o ótico, uma variação bem menor, mas ainda significativa, que os casos anteriores foi observada. Os perfis em absorção não foram observados nesta estrela do tipo inicial.

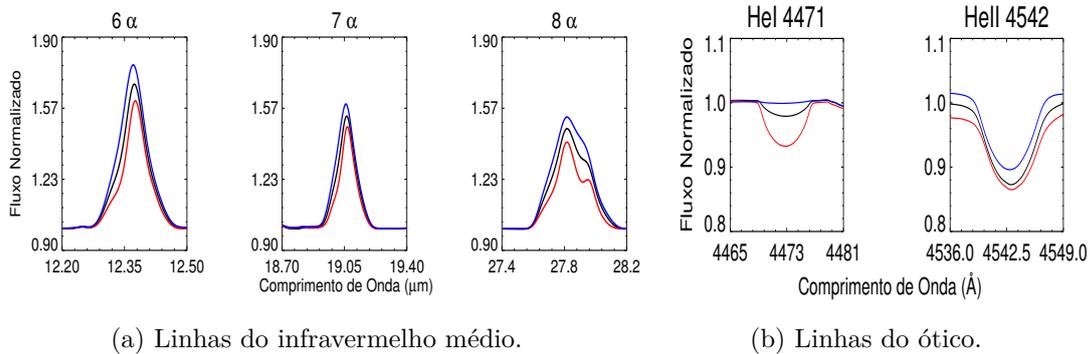


Figura 4.3: Testes de temperatura efetiva para a estrela Zeta Puppis. Em preto temos o melhor ajuste, em vermelho o modelo com a temperatura reduzida em 3000k e em azul com um aumento de 3000K.

4.2 Gravidade Superficial

Nesta seção prosseguiremos com os testes do segundo parâmetro fotosférico: a gravidade superficial. Nesta seção seguimos a mesma lógica discutida na seção anterior, foram

realizados testes com acréscimo (curvas sempre em azul) e decréscimo (vermelho) de gravidade superficial com relação ao melhor ajuste (preto). Manter as demais grandezas constantes nesses testes é simples, já que uma variação da massa estelar não implica em ajustes nas demais grandezas.

As asas das linhas de Balmer são alargadas por processos colisionais (efeito Stark), que são mais intensos em atmosferas mais densas, ou seja, com maior $\log g$. No infravermelho próximo, as linhas de Brackett possuem a mesma característica, o que nos fez questionar se no infravermelho médio poderíamos encontrar algo semelhante, em especial nos objetos do tipo tardio onde as linhas são formadas mais próximas a fotosfera.

As Figuras 4.4, 4.5 e 4.6 mostram os resultados para os testes da Alpha Cam, HD188209 e Zeta Puppis respectivamente, com variações que vão de 0.1 a 0.25 dex conforme indicado na legenda.

As linhas no infravermelho responderam de forma muito semelhante aos testes de temperatura apresentados na seção anterior, além de se mostrarem bem sensíveis ao parâmetro testado elas se mantêm correlacionadas às linhas do ótico, tendo uma resposta melhor (apresentando maior variação na intensidade), nos alvos que possuem maior resposta no ótico, que são os objetos tardios (Figuras 4.4 e 4.5). Novamente são encontrados os perfis em absorção na asa esquerda das linhas do infravermelho, presentes claramente nos testes da Alpha Cam (Figura 4.4).

O comportamento muito semelhante das linhas do infravermelho médio, nos dois diferentes parâmetros, introduz um certo grau de degenerescência nos diagnósticos, dificultando o uso exclusivo dessa região para a determinação de qualquer um deles.

Terminamos aqui a análise sobre os parâmetros fotosféricos. Nas próximas seções daremos início à discussão para os parâmetros do vento estelar.

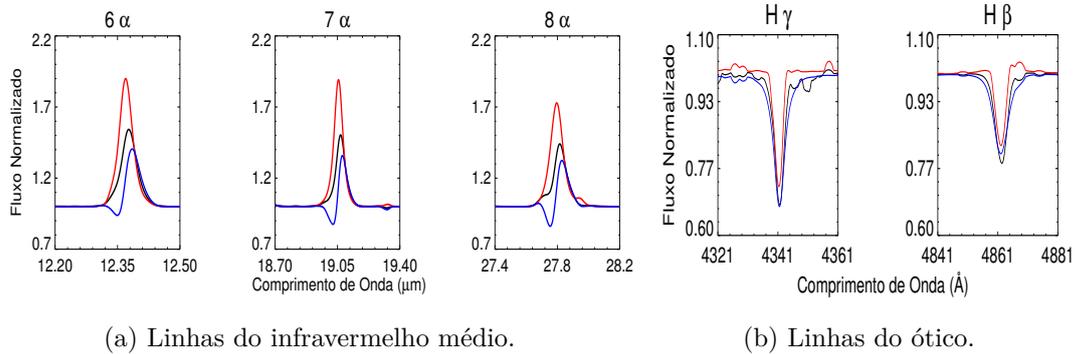


Figura 4.4: Testes de gravidade superficial para a estrela Alpha Cam. Em preto temos o melhor ajuste ($\log g = 3.01$), em vermelho o modelo com $\log g$ reduzido em 0.25 dex, e em azul com um aumento de 0.25 dex.

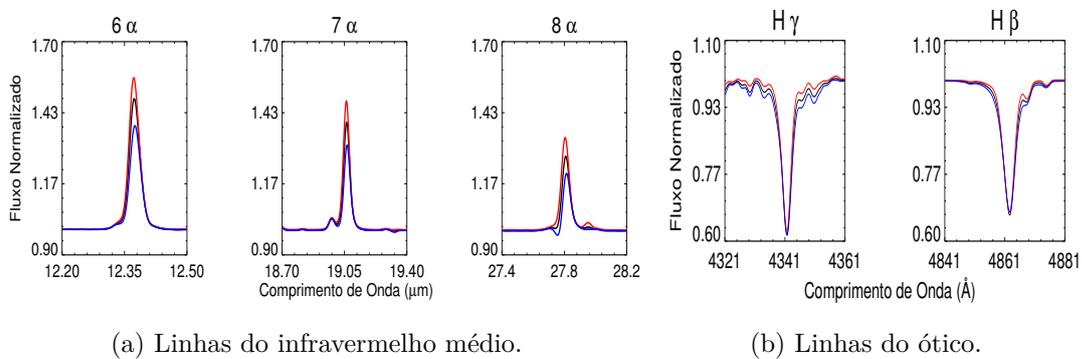


Figura 4.5: Testes de gravidade superficial para a estrela HD188209. Em preto temos o melhor ajuste ($\log g = 3.20$), em vermelho o modelo com o $\log g$ reduzido em 0.1 dex, e em azul com um aumento de 0.1 dex.

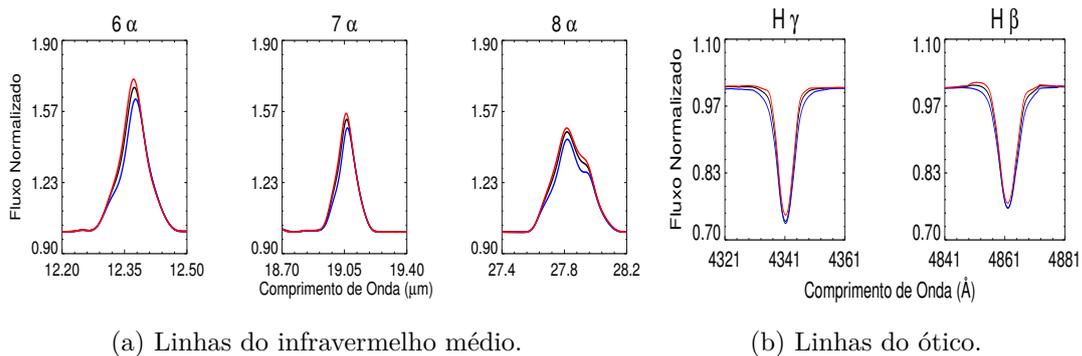


Figura 4.6: Testes de gravidade superficial para a estrela Zeta Puppis. Em preto temos o melhor ajuste ($\log g = 3.60$), em vermelho o modelo com o $\log g$ reduzido em 0.1 dex, e em azul com um aumento de 0.2 dex.

4.3 Clumping

Nossa análise do segundo conjunto de parâmetros será iniciada com o clumping. As figuras nesta seção estão um pouco diferentes das demais, os valores de clumping ilustrados aqui são: 0.05, 0.1 e 0.5. Onde valores mais próximos a zero indicam ventos mais estruturados e valores mais próximos de 1 indicam um vento mais homogêneo. Em geral, o menor valor que utilizamos para modelagem no clumping é 0.05, então para estrelas com o melhor ajuste contendo essa intensidade de clumping, nós incluímos dois testes com aumentos graduais: 0.1 e 0.5. Esse é o caso das estrelas HD188209 e Zeta Puppis, que já possuíam ventos fortemente estruturados. A estrela Alpha Cam possui um melhor ajuste para o valor de 0.1, então neste caso foi possível manter a lógica adotada nas demais seções.

Como apoio usamos a linha N IV 1718λ do ultravioleta, conhecida por ser sensível às variações de clumping. A região do infravermelho médio se mostrou menos sensível a esse parâmetro, principalmente para a estrela do tipo inicial Zeta Puppis e para Alpha Cam (que possui uma região de formação de linhas parecidas com uma supergigante do tipo inicial), como pode ser visto nas Figuras 4.7 e 4.8. Esse parâmetro foi o principal responsável pela escolha de outra estrela na análise, pois como pode ser visto na Figura 4.9, para a HD188209 que possui uma formação de linhas típica de uma estrela do tipo tardio, a sensibilidade ao clumping é bem maior nas linhas do infravermelho.

O comportamento das linhas se mostra, novamente, semelhante aos demais testes apresentados anteriormente para a estrela HD188209. Isso piora nosso problema com a degenerescência nas linhas de diagnóstico para as estrelas do tipo tardio.

4.4 Velocidade Terminal

A velocidade terminal é a velocidade máxima alcançada pelo vento no final da atmosfera. Caso o vento estelar seja denso e rápido o suficiente, ocorrem a formação de perfis

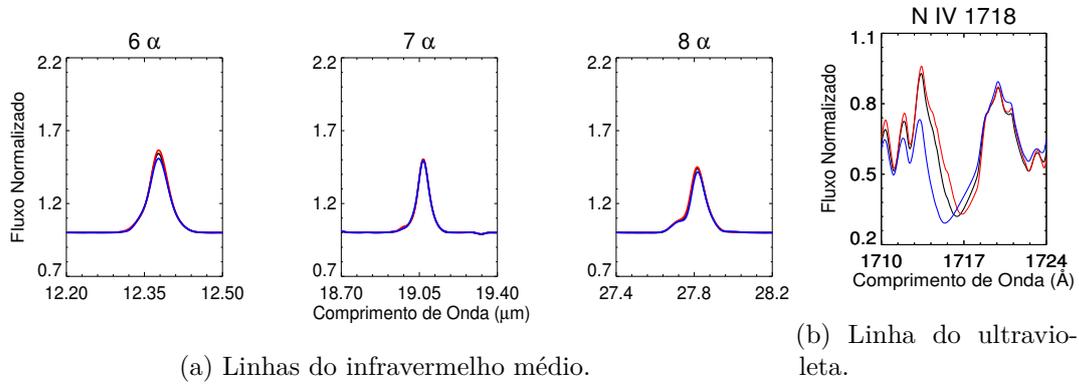


Figura 4.7: Testes de clumping para a estrela Alpha Cam. Em preto temos o melhor ajuste ($f_{\infty} = 0.1$), em vermelho o modelo com o clumping reduzido para $f_{\infty} = 0.05$, e em azul aumentado para $f_{\infty} = 0.5$.

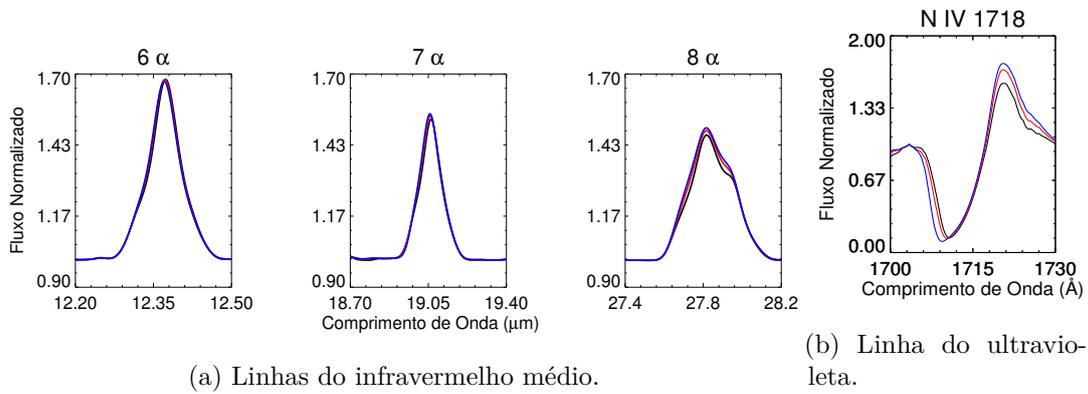


Figura 4.8: Testes de clumping para a estrela Zeta Puppis. Em preto temos o melhor ajuste ($f_{\infty} = 0.05$), em vermelho o modelo com o clumping aumentado para $f_{\infty} = 0.1$, e em azul aumentado ainda mais para $f_{\infty} = 0.5$.

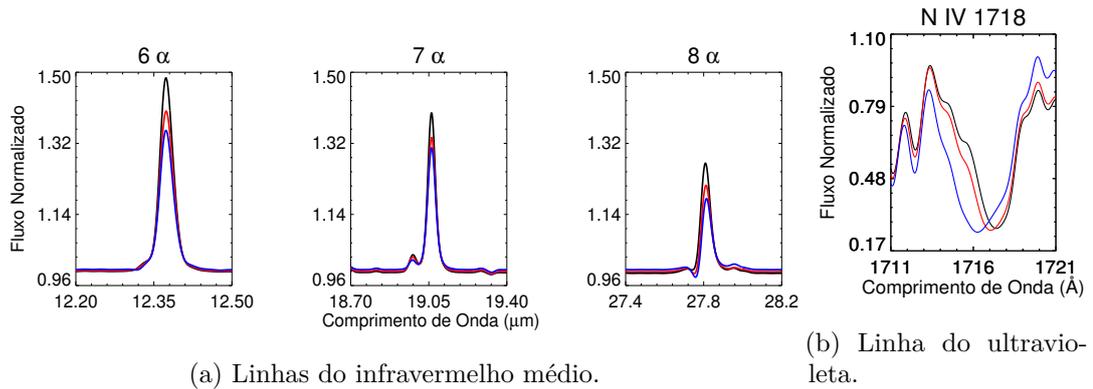


Figura 4.9: Testes de clumping para a estrela HD188209. Em preto temos o melhor ajuste ($f_\infty = 0.05$), em vermelho o modelo com o clumping aumentado para $f_\infty = 0.1$, e em azul aumentado ainda mais para $f_\infty = 0.5$.

P-Cygni em diversas linhas do ultravioleta. Como vimos na Seção §1.3, esses perfis estão diretamente ligados ao efeito Doppler, nos fornecendo assim medidas diretas da velocidade terminal do vento¹. A medida é feita a partir de onde se inicia a parte em absorção, deslocada para o azul, do perfil. Isso faz com que os melhores perfis para diagnóstico de velocidade terminal no ultravioleta sejam os perfis saturados. As linhas utilizadas como apoio do ultravioleta foram: Si IV 1393-1403 λ , C IV 1548-1550 λ e N IV 1718 λ . Os testes nessa seção possuem novamente o formato padrão: melhor ajuste (preto), variação com decréscimo de 500 km s⁻¹ (vermelho), e variação com acréscimo de 500 km s⁻¹ (azul).

A região do infravermelho apresentou resultados mais interessantes nesses testes. Um fenômeno parecido ocorre na região do ótico quando estrelas possuem perdas de massa muito elevadas ($\dot{M} \geq 10^{-5} M_\odot \text{ ano}^{-1}$), as linhas de Balmer (H α , H β , H γ , H δ) e algumas vezes algumas linhas de He I (e.g. He I 4471 λ) podem ter perfis puramente em emissão ou até mesmo perfis P-Cygni. Quando as linhas possuem perfis em emissão a largura da linha está geralmente associada com a velocidade terminal (Martins 2011).

¹Isso só é válido caso o elemento responsável pela formação do perfil permeie toda a extensão do vento. Caso tal elemento esteja presente apenas até uma distância r_0 da superfície estelar, um perfil formado por esse elemento nos forneceria $v(r_0)$.

Este efeito está presente nas estrelas Alpha Cam e Zeta Puppis (Figuras 4.10 e 4.11), que possuem velocidades terminais de 1600 e 2300 km s⁻¹ respectivamente. Entretanto, comparando as variações no ultravioleta e infravermelho vemos que a sensibilidade é muito baixa, já que uma variação de 500 km s⁻¹ é bastante considerável. Somando com o nível de ruído obtido em observações no infravermelho médio essa variação pode se tornar irrelevante. A tipo tardia (HD188209, Figura 4.12) não apresentou qualquer sinal desse efeito.

Além do discutido acima, todas apresentaram algum tipo de variação na intensidade dos perfis, sendo mais intensas quanto menor a velocidade terminal.

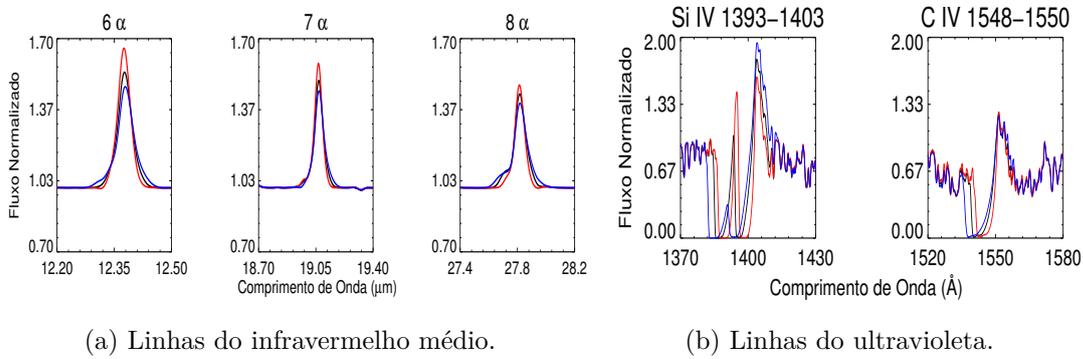


Figura 4.10: Testes de velocidade terminal para a estrela Alpha Cam. Em preto temos o melhor ajuste, em vermelho o modelo com a velocidade reduzida em 500 km s⁻¹, e em azul com aumentada em 500 km s⁻¹.

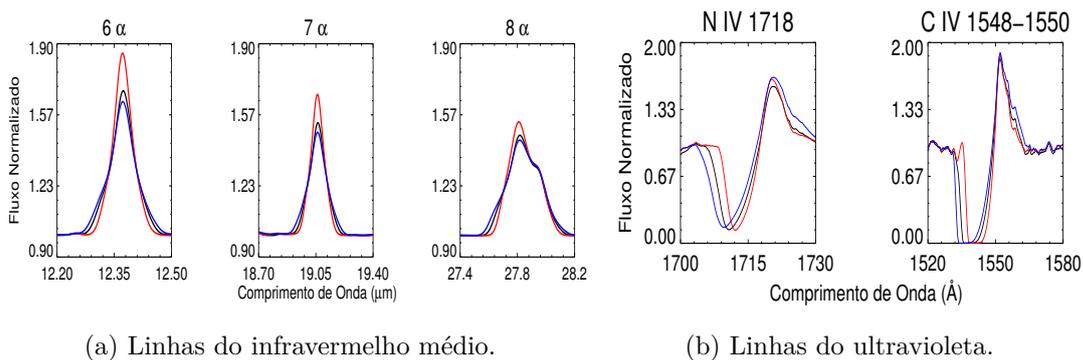


Figura 4.11: Testes de velocidade terminal para a estrela Zeta Puppis. Em preto temos o melhor ajuste, em vermelho o modelo com a velocidade reduzida em 500 km s⁻¹, e em azul com aumentada em 500 km s⁻¹.

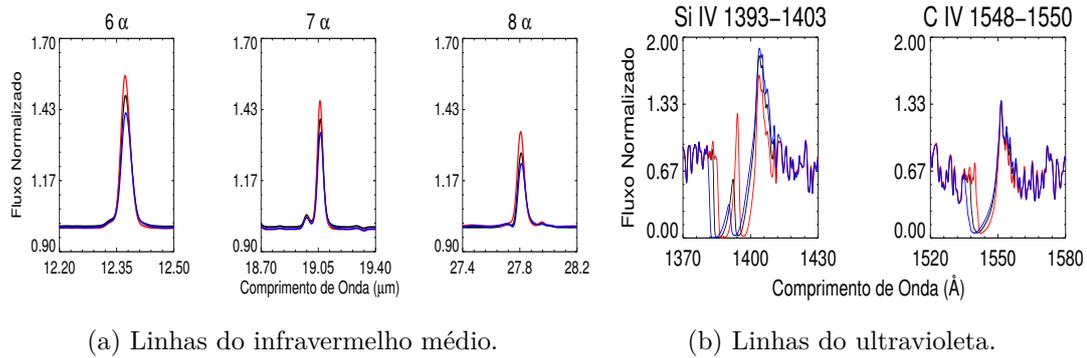


Figura 4.12: Testes de velocidade terminal para a estrela HD188209. Em preto temos o melhor ajuste, em vermelho o modelo com a velocidade reduzida em 500 km s^{-1} , e em azul com aumentada em 500 km s^{-1} .

4.5 Taxa de Perda de Massa

A taxa de perda de massa possui linhas de diagnóstico conhecidas nas regiões do ultravioleta, ótico (Crowther et al. 2002b; Marcolino et al. 2009; Martins et al. 2005; Mokiem et al. 2005; Repolust et al. 2004), infravermelho próximo (Hanson et al. 2005; Lenorzer et al. 2004; Najarro et al. 2011) e rádio (Puls et al. 2006). Nesta seção mostraremos nossos testes para perda de massa em busca de novas linhas de diagnóstico desse parâmetro no infravermelho médio.

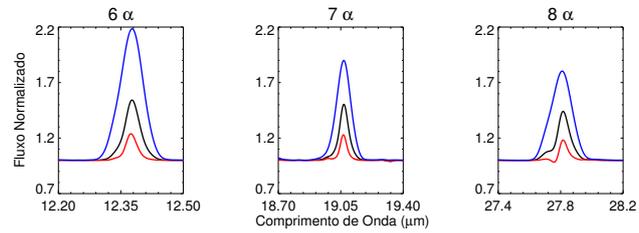
Dentre as diferentes linhas de diagnóstico existem duas classes principais para estrelas massivas: linhas P-Cygni de ressonância no ultravioleta e $H\alpha$ no ótico. Por isso escolhemos essas linhas como apoio, e são elas que acompanham as linhas do infravermelho nas figuras a seguir.

Usamos apenas dois alvos nesses testes: Alpha Cam e Zeta Puppis. A HD188209 foi adicionada nos demais testes para ter certeza que o grupo das estrelas do tipo tardio estava bem representado, pois poderiam haver parâmetros que respondessem diferentemente para cada grupo. De fato, vimos algumas diferenças nos testes de clumping e velocidade terminal. Com relação a perda de massa não tínhamos dúvidas quanto a variação das linhas e, por isso, apenas esses dois alvos já são suficientes para ilustrar os

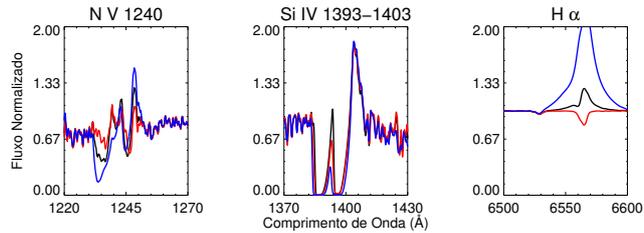
resultados. Os dois alvos possuem taxas de perda de massa parecidas e praticamente a mesma variação foi aplicada. Novamente, o esquema de cores é padrão: melhor ajuste em preto, taxa de perda de massa reduzida em vermelho e taxa aumentada em azul.

As Figuras 4.13 e 4.14 ilustram os testes para Alpha Cam e Zeta Puppis, respectivamente. Vemos que a influência da perda de massa nas linhas do infravermelho médio é bastante considerável, principalmente na linha 6α . Em termos de intensidade do pico de emissão e largura, essas linhas são mais responsivas do que nos testes anteriores.

Figura 4.13: Testes de perda de massa para a estrela Alpha Cam. Em preto temos o melhor ajuste ($\dot{M} = 2.2 \times 10^{-6} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$), em vermelho o modelo com a perda de massa reduzida para $\sim 7 \cdot 10^{-7} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$, e em azul aumentada para $\sim 7 \cdot 10^{-6} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$.

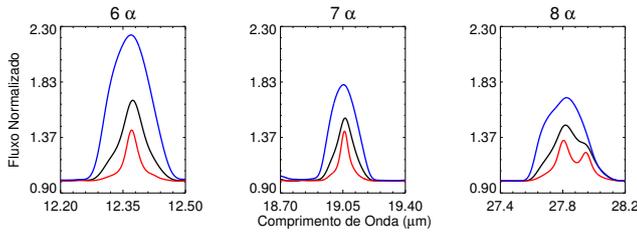


(a) Linhas do infravermelho médio.

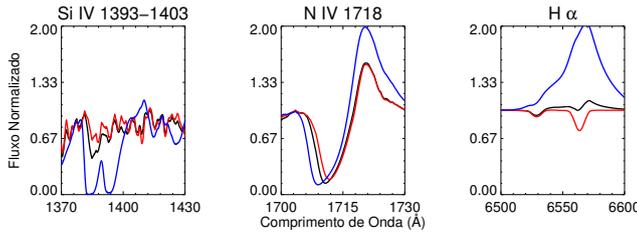


(b) Linhas do óptico e ultravioleta.

Isto sugere que a região do infravermelho médio pode ser útil para o diagnóstico de perda de massa se usarmos outra região espectral em conjunto. Determinando parâmetros fotosféricos com uma região auxiliar, com o óptico por exemplo, que além de ser possível obter dados de telescópios terrestres podemos determinar ambos parâmetros fotosféricos (T_{ef} e $\log g$), somos capazes de determinar a perda de massa



(a) Linhas do infravermelho médio.



(b) Linhas do ótico e ultravioleta.

Figura 4.14: Testes de perda de massa para a estrela Zeta Puppis. Em preto temos o melhor ajuste ($\dot{M} = 1.9 \times 10^{-6} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$), em vermelho o modelo com a perda de massa reduzida para $\sim 7 \cdot 10^{-7} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$, e em azul aumentada para $\sim 7 \cdot 10^{-6} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$.

desde que sejam adotados valores canônicos para v_{∞} e clumping (f_{∞}), ou melhor, pela forma que o clumping é definido no CMFGEN, determinamos a razão $\dot{M}/\sqrt{f_{\infty}} = \text{cte}$. Caso haja uma análise posterior do objeto onde é verificado um novo valor para f_{∞} , basta inserir o novo valor ajustando \dot{M} e obtendo a nova perda de massa.

Usando o ultravioleta também é possível, basta usar valores de $\log g$ referente ao tipo espectral da estrela, pois nessa região podemos determinar T_{ef} , v_{∞} , f_{∞} e a própria \dot{M} . Pode parecer redundante mas, conforme dito na Seção §1.3, as diferentes determinações de \dot{M} estão sujeitas a incertezas e a intervalos de perda de massa em que o método é confiável. Assim, uma análise em vários comprimentos de onda é uma maneira efetiva de reduzir as incertezas da análise. Na próxima seção discutiremos esse assunto em mais detalhes.

4.6 Principais Conclusões da Análise

Listamos aqui os principais resultados obtidos nessa segunda parte do trabalho:

- As linhas do infravermelho médio são bastante sensíveis aos dois principais parâmetros fotosféricos - $\log g$ e T_{ef} . Além disso, sofrem também variações com os principais parâmetros do vento estelar: velocidade terminal, taxa de perda de massa, e a presença e intensidade do clumping. Com relação à perda de massa, verificamos que é o parâmetro que mais afeta a intensidade e largura das linhas no infravermelho médio, onde a linha 6α mostrou maior sensibilidade.
- Por serem sensíveis a diversos parâmetros, as linhas encontradas no infravermelho médio podem ser bastante úteis para se estabelecer a taxa de perda de massa em estrelas O somente se os demais parâmetros (isto é, fotosféricos e a velocidade terminal) são previamente determinados a partir de outras regiões espectrais. Apesar de ser uma condição necessária, não é uma condição muito restritiva pois o ótico sempre foi a melhor e mais acessível região para se determinar $\log g$ e T_{ef} . Além disso, através do ultravioleta podemos inferir a velocidade terminal do vento empiricamente, isto é, sem o uso de modelos. Mesmo sem o ultravioleta, é possível estimar a velocidade terminal com boa precisão ($v_\infty/v_{esc} \simeq 2.6$, onde v_{esc} é a velocidade de escape; [Vink et al. 2000](#)).

Para ilustrar a segunda conclusão acima, mostramos como o infravermelho médio favorece as mesmas perdas de massa a partir do ultravioleta e ótico na estrela Zeta Puppis na Figura 4.15 (demais parâmetros fixados pelo ótico e ultravioleta). Nela vemos que uma mesma taxa de perda de massa ajusta de forma satisfatória as três regiões espectrais. Isso fornece uma confiabilidade no modelo utilizado, que prevê corretamente o espectro em uma enorme faixa espectral ($\sim 1000 - 380000\text{\AA}$), onde os processos físicos envolvidos nas equações de equilíbrio estatístico possuem energias bastante distintas.

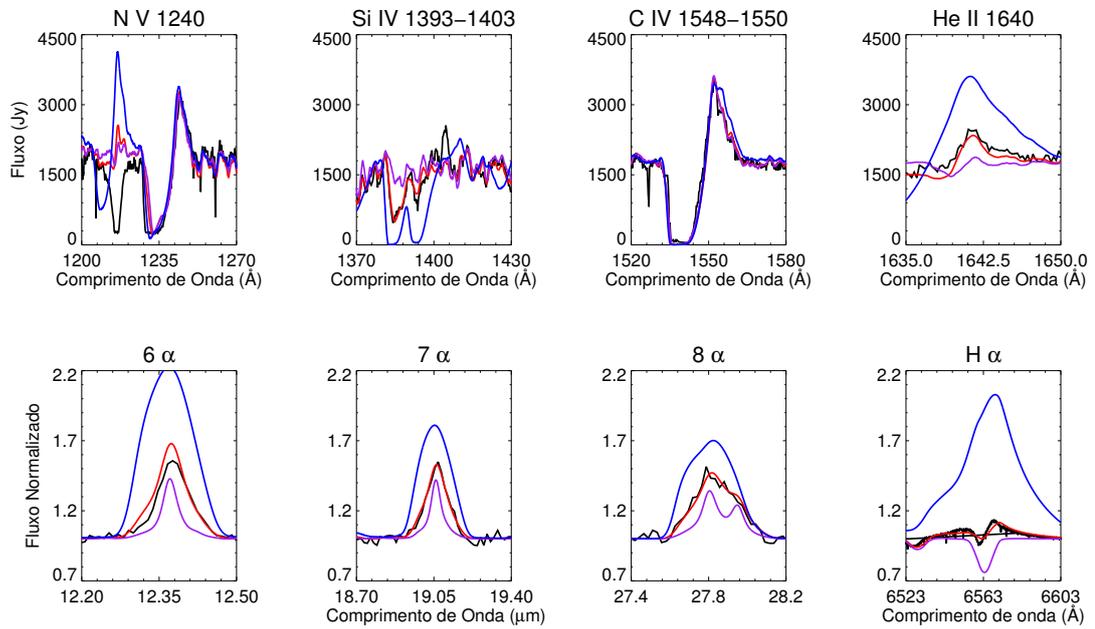


Figura 4.15: Comparação de três diferentes taxas de perda de massa nas regiões do ultravioleta, óptico e infravermelho médio. Observado (preto), melhor ajuste $\dot{M} = 1.9 \times 10^{-6} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ (vermelho), perda de massa elevada $\dot{M} = 7 \times 10^{-6} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ (azul), perda de massa reduzida $\dot{M} = 7 \times 10^{-7} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ (roxo).

Capítulo 5

Conclusões e Perspectivas

Apresentamos nesta dissertação uma análise quantitativa¹ de estrelas *O* no infravermelho médio com o uso do telescópio espacial SPITZER (espectrógrafo IRS; $R=600$; $\lambda \sim 9 - 37 \mu\text{m}$). A motivação principal foi o fato dessas estrelas nunca terem sido analisadas em detalhes nesta região espectral. As principais conclusões que tiramos de nosso estudo são:

- Estrelas *O* anãs, principalmente do tipo tardio, são inexpressivas no infravermelho médio.
- As estrelas supergigantes mostraram um espectro formado apenas por linhas de H I, He I e He II. Há presença de transições proibidas em quase todos os alvos, exceto Zeta Puppis, principalmente na região entre $\simeq 16.22 - 19.07\mu\text{m}$. Além disso, existem transições não identificadas que foram marcadas com o símbolo “?”.
- Os espectros das estrelas do tipo tardio são compostos basicamente por linhas de H I e He I. Esse grupo em especial apresenta fortes contaminações por linhas proibidas.

¹Via modelos sofisticados de atmosferas em expansão, na situação não-ETL (CMFGEN).

- Nos objetos do tipo inicial, o espectro é formado apenas por linhas de H I e He II.
- As principais linhas do infravermelho em supergigantes (tardias e iniciais) são as transições de Hidrogênio: 6α ($12.37\mu\text{m}$), 7α ($19.05\mu\text{m}$) e 8α ($27.82\mu\text{m}$).
- Verificamos que as linhas 6α , 7α e 8α são formadas mais próximas à fotosfera nas estrelas tardias, e que no caso das estrelas iniciais as linhas são formadas no vento. Estas informações, cruciais para se entender as características do infravermelho em estrelas O , só puderam ser obtidas com o auxílio de nossos modelos.

Devido ao potencial oferecido pelo infravermelho na obtenção de diagnósticos para parâmetros atmosféricos, realizamos testes nessa região em busca de novas linhas de diagnósticos. Os resultados foram:

- As linhas do infravermelho médio se mostraram sensíveis a todos os parâmetros testados ($\log g$, T_{ef} , v_∞ , \dot{M} e intensidade do clumping).
- Apesar da sensibilidade à diversos parâmetros, as linhas encontradas no infravermelho médio são bastante úteis para determinação de perda de massa nas estrelas O supergigantes, se usada em conjunto com outras regiões espectrais. O óptico é a região mais indicada, por ser mais acessível da superfície da Terra e a melhor para determinação de parâmetros fotosféricos.
- Nossos testes indicam que a linha mais sensível para \dot{M} é a 6α ($12.37\mu\text{m}$).
- O estudo da razão física da sensibilidade de cada linha a cada parâmetro testado está além do escopo da dissertação. Em alguns casos, como o da taxa de perda de massa, é intuitivo que algumas linhas aumentam ou diminuem de intensidade devido a variação da densidade no vento (alterando diretamente a população de determinado nível superior da transição). No entanto, como apresentado, mesmo um parâmetro fotosférico como a temperatura efetiva pode alterar uma linha

essencialmente formada no vento (Ver por exemplo Figura 3.5 em conjunto com a Figura 4.3). Neste caso, especulamos que as populações dos níveis envolvidos são também bastante sensíveis à uma pequena mudança de estrutura de temperatura do vento, causada pela modificação da temperatura na base do mesmo (efetiva, fotosférica). A identificação do processo físico (e.g., colisional e/ou radiativo) no entanto requer uma investigação mais aprofundada.

Esse trabalho abre portas para o uso de uma nova região espectral nas estrelas O supergigantes. Isso é extremamente vantajoso pois cada método de diagnóstico está sujeito a incertezas além de possuir um intervalo de \dot{M} em que o método é válido. Nesse aspecto a condução de uma análise em vários comprimentos de onda é uma maneira eficaz na redução de incertezas.

Está previsto para outubro de 2018 o lançamento do telescópio espacial James Webb, que contém um espectrógrafo que cobre a região $\sim 5 - 28\mu\text{m}$ com dois níveis de resolução disponíveis: baixa ($\lambda/\Delta\lambda \sim 100$ em $7.5\mu\text{m}$) e alta ($\lambda/\Delta\lambda \sim 2070 - 3730$, no intervalo $4.9 - 28.8\mu\text{m}$). O James Webb se mostra uma excelente oportunidade para continuidade do trabalho aqui apresentado, pois além de cobrir praticamente a mesma região utilizada pelo SPITZER e possuir um nível de resolução bem maior, oferece a oportunidade de acrescentar novos alvos à amostra.

Referências Bibliográficas

- Abbott, D. C. (1982). The return of mass and energy to the interstellar medium by winds from early-type stars. *ApJ*, 263:723–735.
- Anderson, L. S. (1989). Line blanketing without local thermodynamic equilibrium. II - A solar-type model in radiative equilibrium. *ApJ*, 339:558–578.
- Ardila, D. R., Van Dyk, S. D., Makowiecki, W., Stauffer, J., Song, I., Rho, J., Fajardo-Acosta, S., Hoard, D. W., e Wachter, S. (2010). The Spitzer Atlas of Stellar Spectra (SASS). *ApJS*, 191:301–339.
- Berghoefer, T. W., Schmitt, J. H. M. M., e Cassinelli, J. P. (1997). (Erratum) The ROSAT all-sky survey catalogue of optically bright OB-type stars. *A&AS*, 121:212–212.
- Bouret, J.-C., Hillier, D. J., Lanz, T., e Fullerton, A. W. (2012). Properties of Galactic early-type O-supergiants. A combined FUV-UV and optical analysis. *A&A*, 544:A67.
- Bouret, J.-C., Lanz, T., e Hillier, D. J. (2005). Lower mass loss rates in O-type stars: Spectral signatures of dense clumps in the wind of two Galactic O4 stars. *A&A*, 438:301–316.
- Bromm, V., Kudritzki, R. P., e Loeb, A. (2001). Generic Spectrum and Ionization Efficiency of a Heavy Initial Mass Function for the First Stars. *ApJ*, 552:464–472.
- Chieffi, A., Limongi, M., e Straniero, O. (1998). The Evolution of a 25 M_{\odot} Star from the Main Sequence up to the Onset of the Iron Core Collapse. *ApJ*, 502:737–762.
- Conti, P. S. (1975). On the relationship between Of and WR stars. *Memoires of the*

- Societe Royale des Sciences de Liege*, 9:193–212.
- Cranmer, S. R. e Owocki, S. P. (1995). The effect of oblateness and gravity darkening on the radiation driving in winds from rapidly rotating B stars. *ApJ*, 440:308–321.
- Crowther, P. A., Dessart, L., Hillier, D. J., Abbott, J. B., e Fullerton, A. W. (2002a). Stellar and wind properties of LMC WC4 stars. A metallicity dependence for Wolf-Rayet mass-loss rates. *A&A*, 392:653–669.
- Crowther, P. A., Hillier, D. J., Evans, C. J., Fullerton, A. W., De Marco, O., e Willis, A. J. (2002b). Revised Stellar Temperatures for Magellanic Cloud O Supergiants from Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer and Very Large Telescope UV-Visual Echelle Spectrograph Spectroscopy. *ApJ*, 579:774–799.
- Crowther, P. A., Lennon, D. J., Walborn, N. R., e Smartt (2006). Properties of Galactic B supergiants. *ArXiv Astrophysics e-prints*.
- Cunha, K. e Daflon, S. (2005). Elemental Abundance Gradients in the Milky Way Disk. Em Barnes, III, T. G. e Bash, F. N., editores, *Cosmic Abundances as Records of Stellar Evolution and Nucleosynthesis*, volume 336 de *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, pg. 103.
- de Mink, S., Sana, H., Langer, N., Izzard, R., e Schneider, F. (2014). The incidence of stellar mergers and mass gainers among massive stars. *The Astrophysical Journal*, 782(1):7.
- Dessart, L. e Hillier, D. J. (2011). Synthetic line and continuum linear-polarization signatures of axisymmetric Type II supernova ejecta. *MNRAS*, 415:3497–3519.
- Diehl, R., Halloin, H., Kretschmer, K., Lichti, G. G., Schönfelder, V., Strong, A. W., von Kienlin, A., Wang, W., Jean, P., Knödlseher, J., Roques, J.-P., Weidenspointner, G., Schanne, S., Hartmann, D. H., Winkler, C., e Wunderer, C. (2006). Radioactive ^{26}Al from massive stars in the Galaxy. *Nature*, 439:45–47.
- Ekström, S., Georgy, C., Meynet, G., Groh, J., e Granada, A. (2013). Red supergiants and stellar evolution. Em Kervella, P., Le Bertre, T., e Perrin, G., editores, *EAS*

- Publications Series*, volume 60 de *EAS Publications Series*, pgs. 31–41.
- Elmegreen, B. G. e Lada, C. J. (1977). Sequential formation of subgroups in OB associations. *ApJ*, 214:725–741.
- Grevesse, N., Asplund, M., e Sauval, A. J. (2007). The Solar Chemical Composition. *Space Sci. Rev.*, 130:105–114.
- Groh, J. H., Damineli, A., Hillier, D. J., Barbá, R., Fernández-Lajús, E., Gamen, R. C., Moisés, A. P., Solivella, G., e Teodoro, M. (2009). Bona Fide, Strong-Variable Galactic Luminous Blue Variable Stars are Fast Rotators: Detection of a High Rotational Velocity in HR Carinae. *ApJ*, 705:L25–L30.
- Groh, J. H., Meynet, G., Ekström, S., e Georgy, C. (2014). The evolution of massive stars and their spectra. I. A non-rotating $60 M_{\odot}$ star from the zero-age main sequence to the pre-supernova stage. *A&A*, 564:A30.
- Hanson, M. M., Kudritzki, R.-P., Kenworthy, M. A., Puls, J., e Tokunaga, A. T. (2005). A Medium Resolution Near-Infrared Spectral Atlas of O and Early-B Stars. *ApJS*, 161:154–170.
- Herrero, A., Kudritzki, R.-P., Smartt, S. J., Venn, K., Przybilla, N., Lennon, D. J., McCarthy, J. K., e Monteverde, M. I. (2000). Abundance Determinations in Massive Blue Stars Within the Local Group. Em Bergeron, J. e Renzini, A., editores, *From Extrasolar Planets to Cosmology: The VLT Opening Symposium*, pg. 331.
- Herrero, A., Villamariz, M. R., e Martin, E. L. (1998). Spectroscopic Analyses of Galactic O Stars. Em Howarth, I., editor, *Properties of Hot Luminous Stars*, volume 131 de *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, pg. 159.
- Hillier, D. J. e Miller, D. L. (1998). The Treatment of Non-LTE Line Blanketing in Spherically Expanding Outflows. *ApJ*, 496:407–427.
- Houck, J. R., Roellig, T. L., van Cleve, J., Forrest, W. J., Herter, T., Lawrence, C. R., Matthews, K., Reitsema, H. J., Soifer, B. T., Watson, D. M., Weedman, D., Huisjen, M., Troeltzsch, J., Barry, D. J., Bernard-Salas, J., Blacken, C. E., Brandl, B. R.,

- Charmandaris, V., Devost, D., Gull, G. E., Hall, P., Henderson, C. P., Higdon, S. J. U., Pirger, B. E., Schoenwald, J., Sloan, G. C., Uchida, K. I., Appleton, P. N., Armus, L., Burgdorf, M. J., Fajardo-Acosta, S. B., Grillmair, C. J., Ingalls, J. G., Morris, P. W., e Teplitz, H. I. (2004). The Infrared Spectrograph (IRS) on the Spitzer Space Telescope. *ApJS*, 154:18–24.
- Kennicutt, Jr., R. C. (1998). Star Formation in Galaxies Along the Hubble Sequence. *ARA&A*, 36:189–232.
- Kroupa, P. (2001). On the variation of the initial mass function. *MNRAS*, 322:231–246.
- Lamers, H. e Cassinelli, J. (1999). *Introduction to Stellar Winds*. Cambridge University Press.
- Langer, N. (1998). Coupled mass and angular momentum loss of massive main sequence stars. *A&A*, 329:551–558.
- Langer, N., Cantiello, M., Yoon, S.-C., Hunter, I., Brott, I., Lennon, D., de Mink, S., e Verheijdt, M. (2008). Rotation and Massive Close Binary Evolution. Em Bresolin, F., Crowther, P. A., e Puls, J., editores, *IAU Symposium*, volume 250 de *IAU Symposium*, pgs. 167–178.
- Lenorzer, A., Mokiem, M. R., de Koter, A., e Puls, J. (2004). Modeling the near-infrared lines of O-type stars. *A&A*, 422:275–288.
- Maeder, A. (2009). *Physics, Formation and Evolution of Rotating Stars*. Springer, 1st edition.
- Maeder, A. e Meynet, G. (2000). The Evolution of Rotating Stars. *ARA&A*, 38:143–190.
- Maíz Apellániz, J., Sota, A., Morrell, N. I., Barbá, R. H., Walborn, N. R., Alfaro, E. J., Gamen, R. C., Arias, J. I., e Gallego Calvente, A. T. (2013). First whole-sky results from the Galactic O-Star Spectroscopic Survey. Em *Massive Stars: From alpha to Omega*, pg. 198.
- Marcolino, W. L. F. (2006). *Estrelas Centrais de Nebulosas Planetárias Deficientes em Hidrogênio*. PhD thesis, Observatório Nacional, Rio de Janeiro.

- Marcolino, W. L. F., Bouret, J.-C., Martins, F., Hillier, D. J., Lanz, T., e Escolano, C. (2009). Analysis of Galactic late-type O dwarfs: more constraints on the weak wind problem. *A&A*, 498:837–852.
- Marcolino, W. L. F., de Araújo, F. X., Junior, H. B. M., e Duarte, E. S. (2007). The Ultraviolet Spectra of the Weak Emission Line Central Stars of Planetary Nebulae. *AJ*, 134:1380–1390.
- Martins, F. (2011). UV, optical and near-IR diagnostics of massive stars. *Bulletin de la Societe Royale des Sciences de Liege*, 80:29–41.
- Martins, F., Marcolino, W., Hillier, D. J., Donati, J.-F., e Bouret, J.-C. (2015). Radial dependence of line profile variability in seven O9-B0.5 stars. *A&A*, 574:A142.
- Martins, F. e Plez, B. (2006). UBVJHK synthetic photometry of Galactic O stars. *A&A*, 457:637–644.
- Martins, F., Pomarès, M., Deharveng, L., Zavagno, A., e Bouret, J. C. (2010). Near-IR integral field spectroscopy of ionizing stars and young stellar objects on the borders of H II regions. *A&A*, 510:A32.
- Martins, F., Schaerer, D., e Hillier, D. J. (2005). A new calibration of stellar parameters of Galactic O stars. Em Casoli, F., Contini, T., Hameury, J. M., e Pagani, L., editores, *SF2A-2005: Semaine de l’Astrophysique Francaise*, pg. 633.
- Meynet, G., Maeder, A., Schaller, G., Schaerer, D., e Charbonnel, C. (1994). Grids of massive stars with high mass loss rates. V. From 12 to 120 M_{sun} at $Z=0.001, 0.004, 0.008, 0.020$ and 0.040 . *A&AS*, 103:97–105.
- Mokiem, M. R., de Koter, A., Puls, J., Herrero, A., Najarro, F., e Villamariz, M. R. (2005). Spectral analysis of early-type stars using a genetic algorithm based fitting method. *A&A*, 441:711–733.
- Mokiem, M. R., de Koter, A., Vink, J. S., Puls, J., Evans, C. J., Smartt, S. J., Crowther, P. A., Herrero, A., Langer, N., Lennon, D. J., Najarro, F., e Villamariz, M. R. (2007). The empirical metallicity dependence of the mass-loss rate of O- and early B-type

- stars. *A&A*, 473:603–614.
- Murray, N., Quataert, E., e Thompson, T. A. (2010). The Disruption of Giant Molecular Clouds by Radiation Pressure & the Efficiency of Star Formation in Galaxies. *ApJ*, 709:191–209.
- Najarro, F., Hanson, M. M., e Puls, J. (2011). L-band spectroscopy of Galactic OB-stars. *A&A*, 535:A32.
- Oskinova, L. M. (2005). Evolution of X-ray emission from young massive star clusters. *MNRAS*, 361:679–694.
- Osterbrock, D. e Ferland, G. (2006). *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei*. University Science Books.
- Owocki, S. P. (2003). Instabilities in massive stars. Em van der Hucht, K., Herrero, A., e Esteban, C., editores, *A Massive Star Odyssey: From Main Sequence to Supernova*, volume 212 de *IAU Symposium*, pg. 281.
- Owocki, S. P., Castor, J. I., e Rybicki, G. B. (1988). Time-dependent models of radiatively driven stellar winds. I - Nonlinear evolution of instabilities for a pure absorption model. *ApJ*, 335:914–930.
- Pauldrach, A. W. A., Kudritzki, R. P., Puls, J., Butler, K., e Hunsinger, J. (1994). Radiation-driven winds of hot luminous stars. 12: A first step towards detailed UV-line diagnostics of O-stars. *A&A*, 283:525–560.
- Penny, L. R. (1996). Projected Rotational Velocities of O-Type Stars. *ApJ*, 463:737.
- Petrenz, P. e Puls, J. (2000). 2-D non-LTE models of radiation driven winds from rotating early-type stars. I. Winds with an optically thin continuum. *A&A*, 358:956–992.
- Puls, J., Markova, N., Scuderi, S., Stanghellini, C., Taranova, O. G., Burnley, A. W., e Howarth, I. D. (2006). Bright OB stars in the Galaxy. III. Constraints on the radial stratification of the clumping factor in hot star winds from a combined H_{α} , IR and radio analysis. *A&A*, 454:625–651.

- Repolust, T., Puls, J., e Herrero, A. (2004). Stellar and wind parameters of Galactic O-stars. The influence of line-blocking/blanketing. *A&A*, 415:349–376.
- Russeil, D., Adami, C., Amram, P., Le Coarer, E., Georgelin, Y. M., Marcelin, M., e Parker, Q. (2005). A deep H α survey of the Milky Way. VI. The $l = 332^\circ$ area. *A&A*, 429:497–507.
- Seward, F. D. e Chlebowski, T. (1982). X-ray emission from the Carina Nebula and the associated early stars. *ApJ*, 256:530–542.
- Shaver, P. A., McGee, R. X., Newton, L. M., Danks, A. C., e Pottasch, S. R. (1983). The galactic abundance gradient. *MNRAS*, 204:53–112.
- Vink, J. S., de Koter, A., e Lamers, H. J. G. L. M. (2000). New theoretical mass-loss rates of O and B stars. *A&A*, 362:295–309.
- Vink, J. S., de Koter, A., e Lamers, H. J. G. L. M. (2001). Mass-loss predictions for O and B stars as a function of metallicity. *A&A*, 369:574–588.
- Werner, M. W., Roellig, T. L., Low, F. J., Rieke, G. H., Rieke, M., Hoffmann, W. F., Young, E., Houck, J. R., Brandl, B., Fazio, G. G., Hora, J. L., Gehrz, R. D., Helou, G., Soifer, B. T., Stauffer, J., Keene, J., Eisenhardt, P., Gallagher, D., Gautier, T. N., Irace, W., Lawrence, C. R., Simmons, L., Van Cleve, J. E., Jura, M., Wright, E. L., e Cruikshank, D. P. (2004). The Spitzer Space Telescope Mission. *ApJS*, 154:1–9.
- Woosley, S. e Janka, T. (2005). The physics of core-collapse supernovae. *Nature Physics*, 1:147–154.
- Zavagno, A., Pomarès, M., Deharveng, L., Hosokawa, T., Russeil, D., e Caplan, J. (2007). Triggered star formation on the borders of the Galactic H ii region RCW 120. *A&A*, 472:835–846.

Apêndice A

Arquivos do CMFGEN

VADAT:

```
119.30187248 [RSTAR]           !Rp 125
147.83147514 [RMAX]           !Rmax/Rp
T             [DO_HYDRO]

7            [VEL_LAW]           !Velocity Law
RVSIG_COL   [VEL_OPT]           !Tell CMFGEN to read this file
2.281366E+03 [VINFL]           !Terminal (km\s)
1.9E-6      [MDOT]             !Mass loss rate
8.328847E+05 [LSTAR]           !Luminosity (Lo)
3.60D0      [LOGG]             !Surface gravity
4.100D0     [TEFF]             !Effective temperature
47.47244934 [MASS]            !Stars Mass (Mo)
0.9         [BETA]             !Velocity law exponent
```

Figura A.1: Amostra de parte do arquivo VADAT utilizado no CMFGEN. Nele se encontram os dados da estrela, do vento e informações para integração numérica.

CORRECTION_SUM:

Summary of changes at each depth
NT= 2478

Depth	100.0%	10.0%	1.0%	0.1%	0.01%	0.001%	0.0001%
1	0	0	0	0	172	1958	2432
2	0	0	0	0	173	1959	2433
3	0	0	0	0	171	1960	2433
4	0	0	0	0	171	1963	2431
5	0	0	0	0	172	1964	2429
6	0	0	0	0	172	1962	2426
7	0	0	0	0	174	1963	2430
8	0	0	0	0	172	1973	2427
9	0	0	0	0	174	1973	2424
10	0	0	0	0	175	1977	2411

Figura A.2: Amostra de parte do arquivo CORRECTION_SUM utilizado no CMFGEN. Soluções com variações na ordem de 0.01% em todos os níveis de profundidade são consideradas boas (convergadas).

OBSFLUX:

Total Shock Luminosity (Lsun):	1.5974E+00	
Emitted & observed X-ray Luminosity (> 0.1 keV, Lsun) :	9.8613E-01	3.7409E-02
Emitted & observed X-ray Luminosity (> 1 keV, Lsun):	9.7892E-02	1.3249E-02
Emitted & observed X-ray Luminosity (> 0.1 keV, Lstar) :	1.1840E-06	4.4915E-08
Emitted & observed X-ray Luminosity (> 1 keV, Lstar):	1.1753E-07	1.5908E-08

Figura A.3: Amostra de parte do arquivo OBSFLUX utilizado no CMFGEN. Neste exemplo incluímos as linhas do arquivo utilizadas para verificação do nível de raios-X. O número que nos interessa é a luminosidade observada maior que 0.1 keV. O logaritmo de L_X/L_* deve estar próximo a -7.0 para as estrelas O, segundo observações ([Oskinova 2005](#)).

```

CMF_FLUX_PARAM_INIT:
F          [DO_SOB_LINES]      !Compute Sobolev EW's

BLANK     [GLOBAL_LINE]       !Global line switch (BLANK, SOB, CMF, NONE)
T         [LAM_SET]           !Swith to SOB for long wavelengths?
1.00E+03  [F_LAM_BEG]         !Lambda to begin flux calculation.
380E+03   [F_LAM_END]        !Lambda to end flux calculation.

SOB       [TRANS_HI]         !Method for treating HI lines ?
SOB       [TRANS_HeI]        !Method for treating HeI lines ?
SOB       [TRANS_He2]        !Method for treating He2 lines ?
SOB       [TRANS_CI]         !Method for treating CI lines ?

```

Figura A.4: Aqui reunimos algumas linhas de interesse do arquivo CMF_FLUX_PARAM_INIT utilizado no CMFGEN. Esse arquivo é utilizado na mudança de referencial do sistema comóvel para o observador, nele controlamos algumas opções como: início de cálculo para o espectro ([F_LAM_BEG]), final do intervalo de cálculo do espectro ([F_LAM_END]) e tratamento global das linhas ([GLOBAL_LINE]). Para calcular o espectro de íons específicos, desativamos a opção de tratamento global ([GLOBAL_LINE] = F), desativamos o cálculo para o tratamento Sobolev ([DO_SOB_LINES] = F, pois nesse caso o tratamento individual dos íons [TRANS_ÍON] está definido como SOB), e definimos BLANK como tratamento para o íon de interesse, por exemplo: [TRANS_HI] = BLANK, para calcular apenas o espectro do Hidrogênio.

Apêndice B

Melhores Ajustes Espectrais

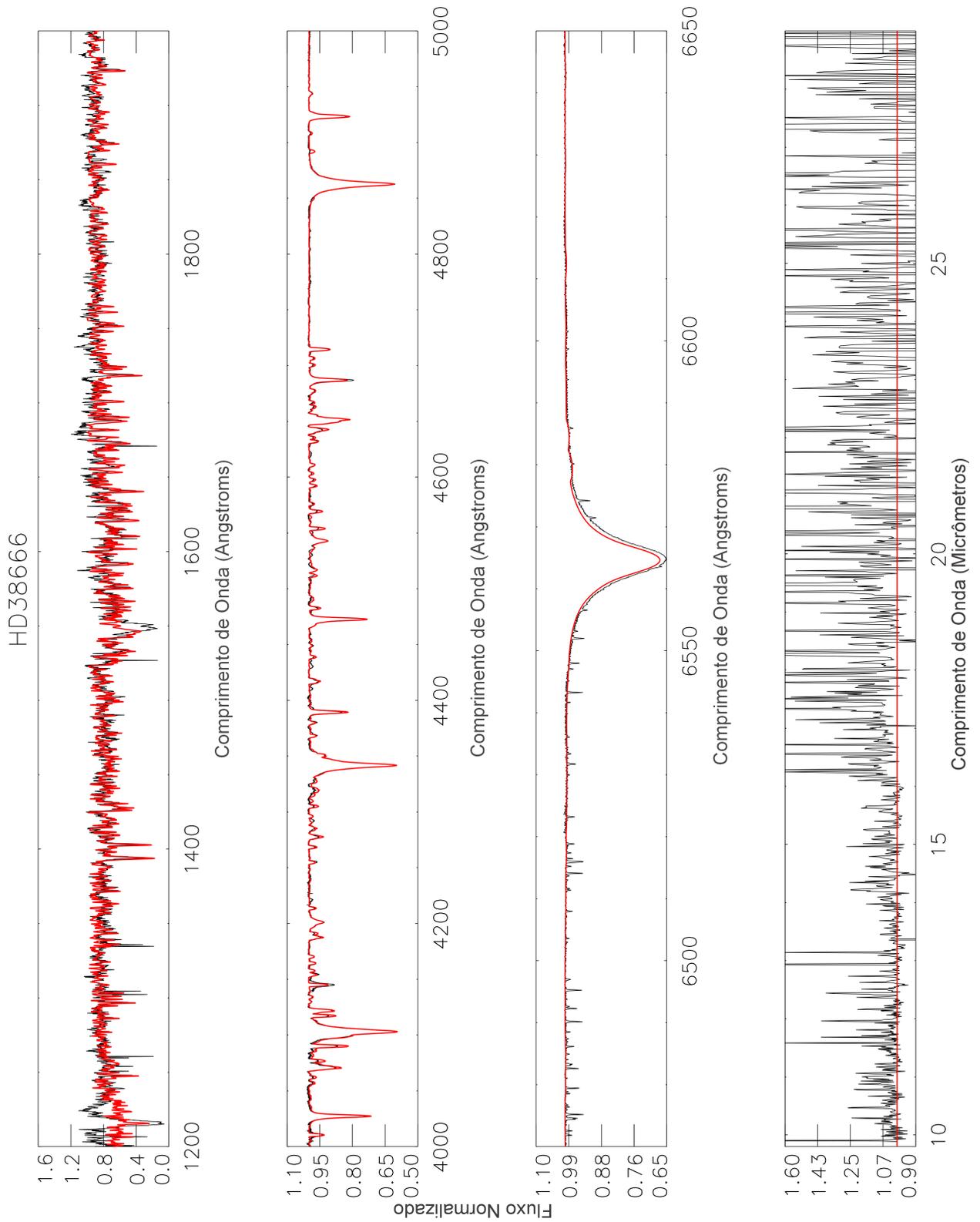


Figura B.1: HD 38666: Modelo CMFGEN (Vermelho) x Observações (Preto). Os dados no óptico são oriundos do espectrógrafo ESPADONS ($R = 68000$; cedido por Fabrice Martins & Jean-Claude Bouret) e o espectro no UV provém do arquivo SWP54070 (IUE).

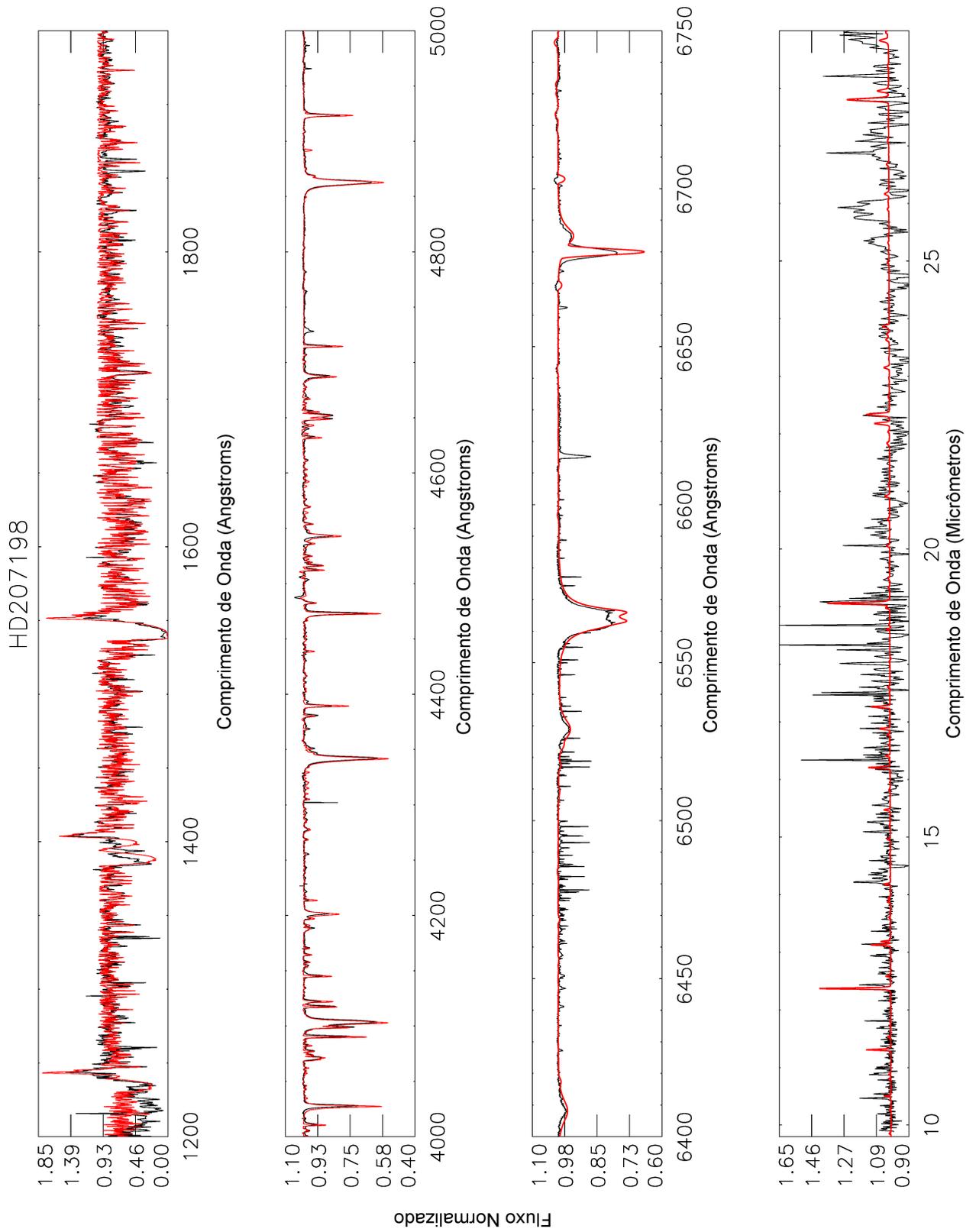


Figura B.2: HD 207198: Modelo CMFGEN (Vermelho) x Observações (Preto). Os dados no ótico são oriundos de uma média de várias observações com o espectrógrafo NARVAL/TBL ($R=65000$; cedido por Fabrice Martins) e os dados no UV provém do arquivo SWP09436 (IUE).

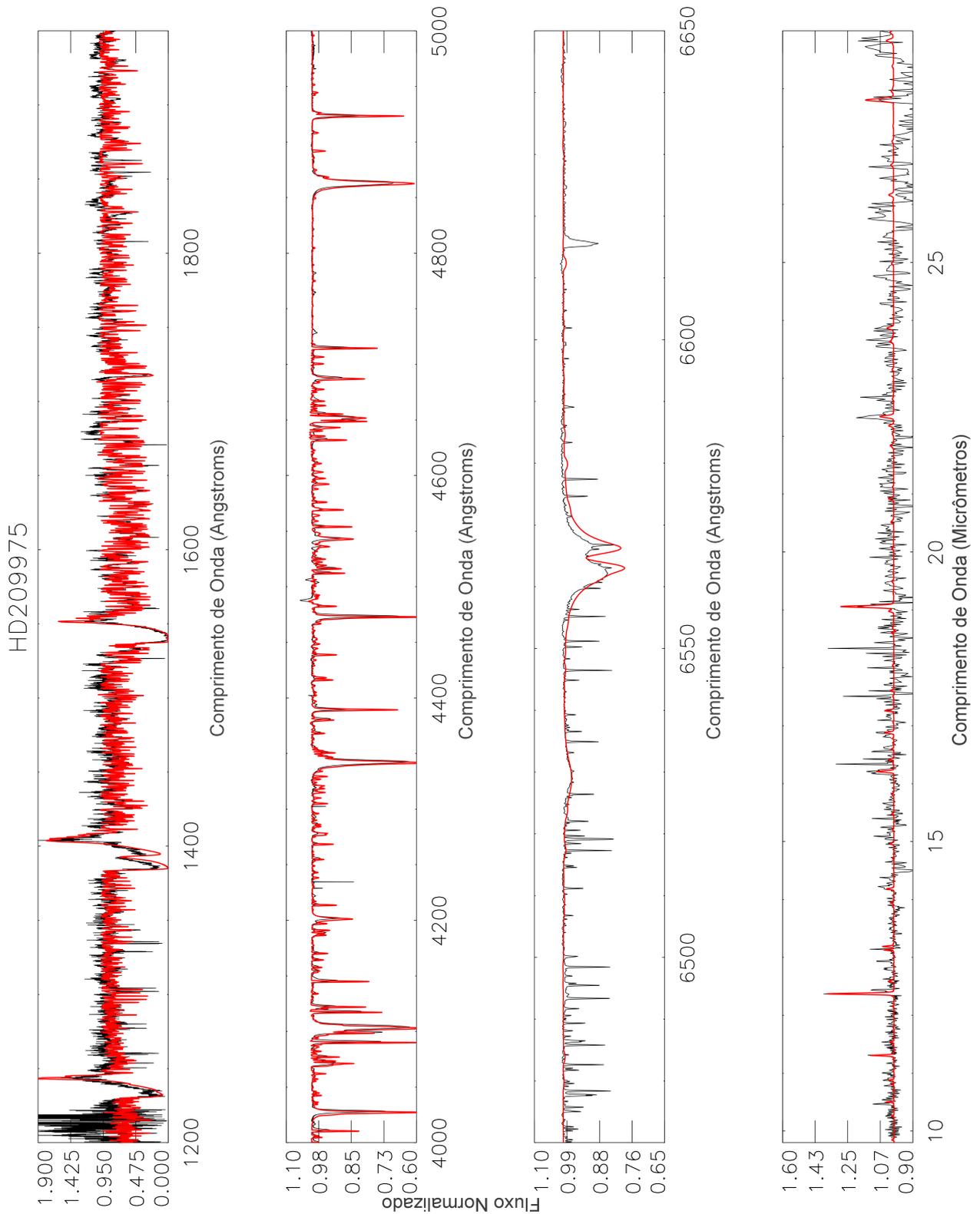


Figura B.3: HD 209975: Modelo CMFGEN (Vermelho) x Observações (Preto). Os dados no ótico são oriundos do espectrógrafo NARVAL (R= 65000; cedido por Fabrice Martins) e o espectro no UV provém do arquivo SWP52538 (IUE).

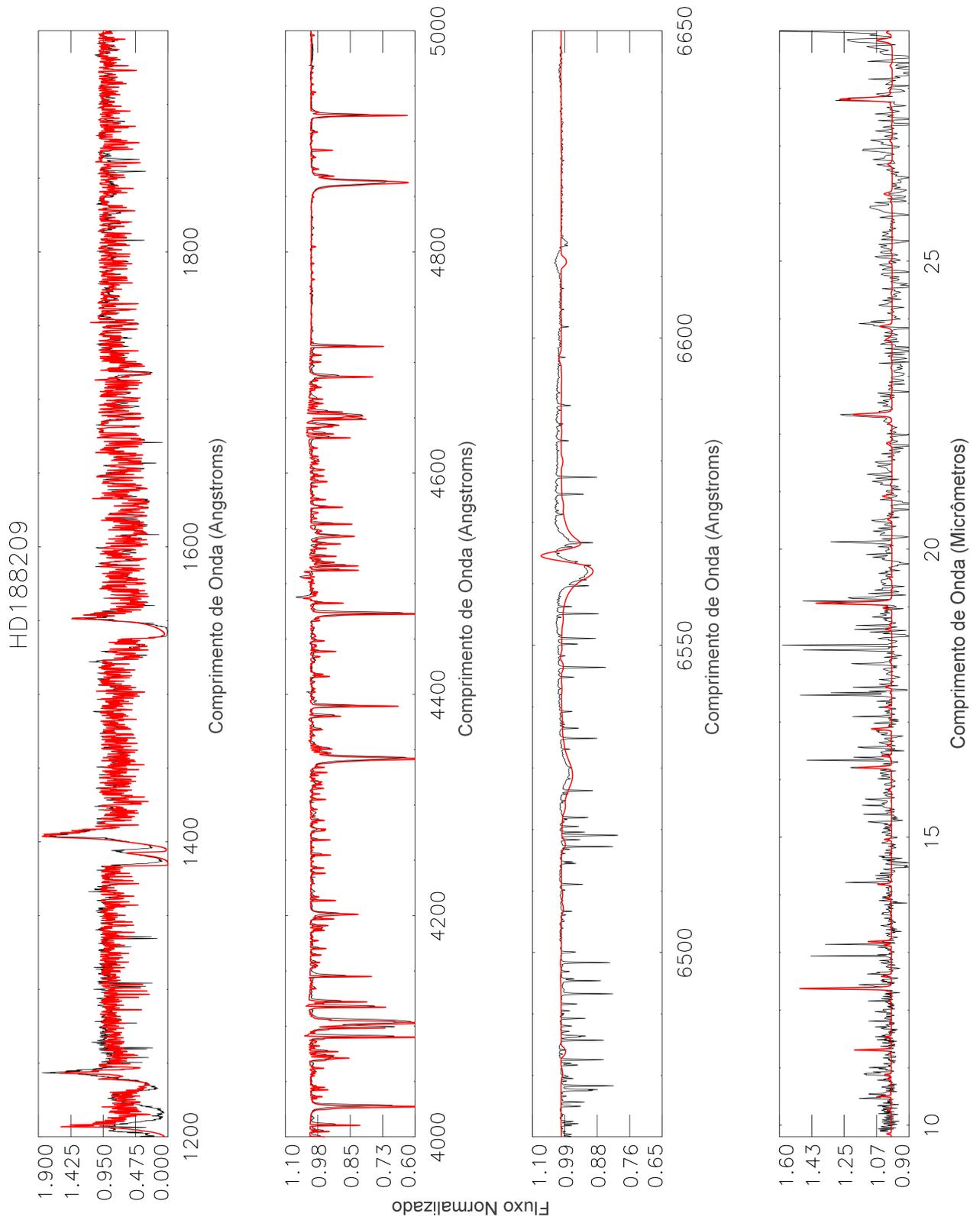


Figura B.4: HD 188209: Modelo CMFGEN (Vermelho) x Observações (Preto). Os dados no ótico são oriundos do espectrógrafo NARVAL (R= 65000; cedido por Fabrice Martins) e o espectro no UV provém do arquivo SWP21591 (IUE).

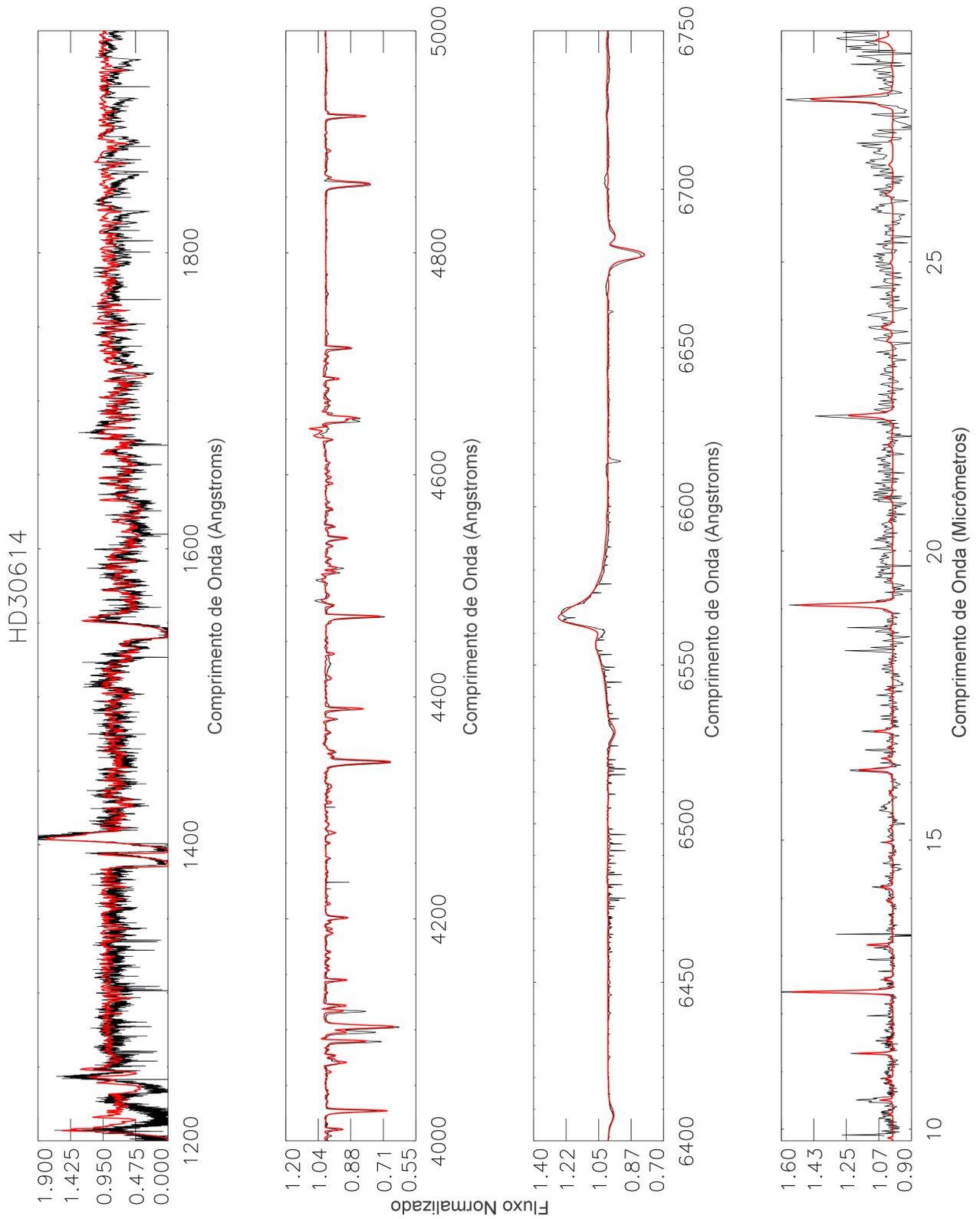


Figura B.5: HD 30614 (α Cam): Modelo CMFGEN (Vermelho) x Observações (Preto). Os dados no ótico são oriundos do espectrógrafo ESPADONS (R= 68000; cedido por Fabrice Martins e Jean-Claude Bouret) e o espectro no UV provém do arquivo SWP53084 (IUE).

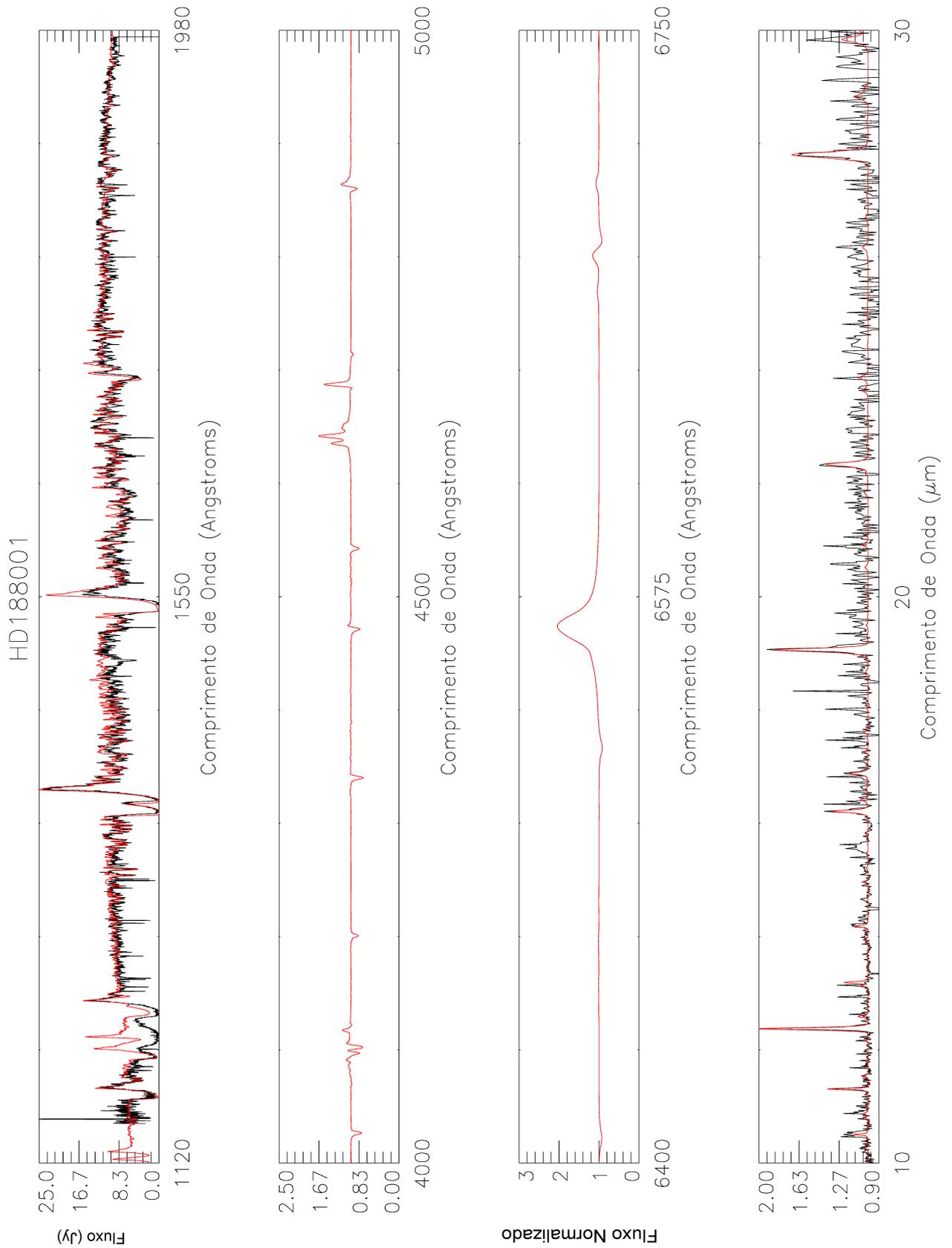


Figura B.6: HD 188001: Modelos CMFGEN (Vermelho) x Observações (Preto). Não possui dados no óptico e os dados no UV provém do arquivo SWP39553 (IUE).

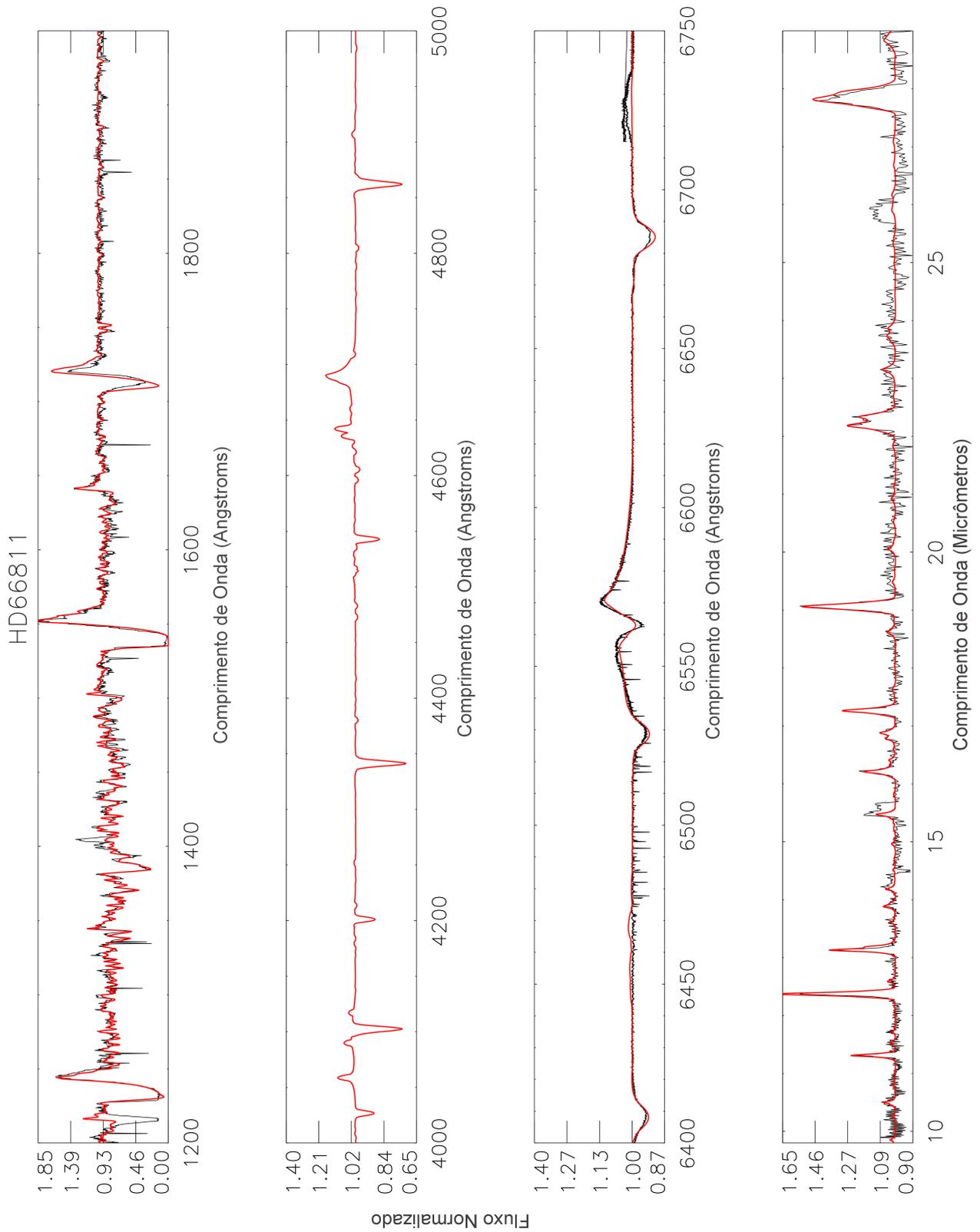


Figura B.7: HD 66811 (ζ Puppis): Modelo CMFGEN (Vermelho) x Observações (Preto). Os dados no óptico são oriundos do espectrógrafo FEROS (R= 48000; cedido por Jean-Claude Bouret) e os dados no UV provém do arquivo SWP15296 (IUE).

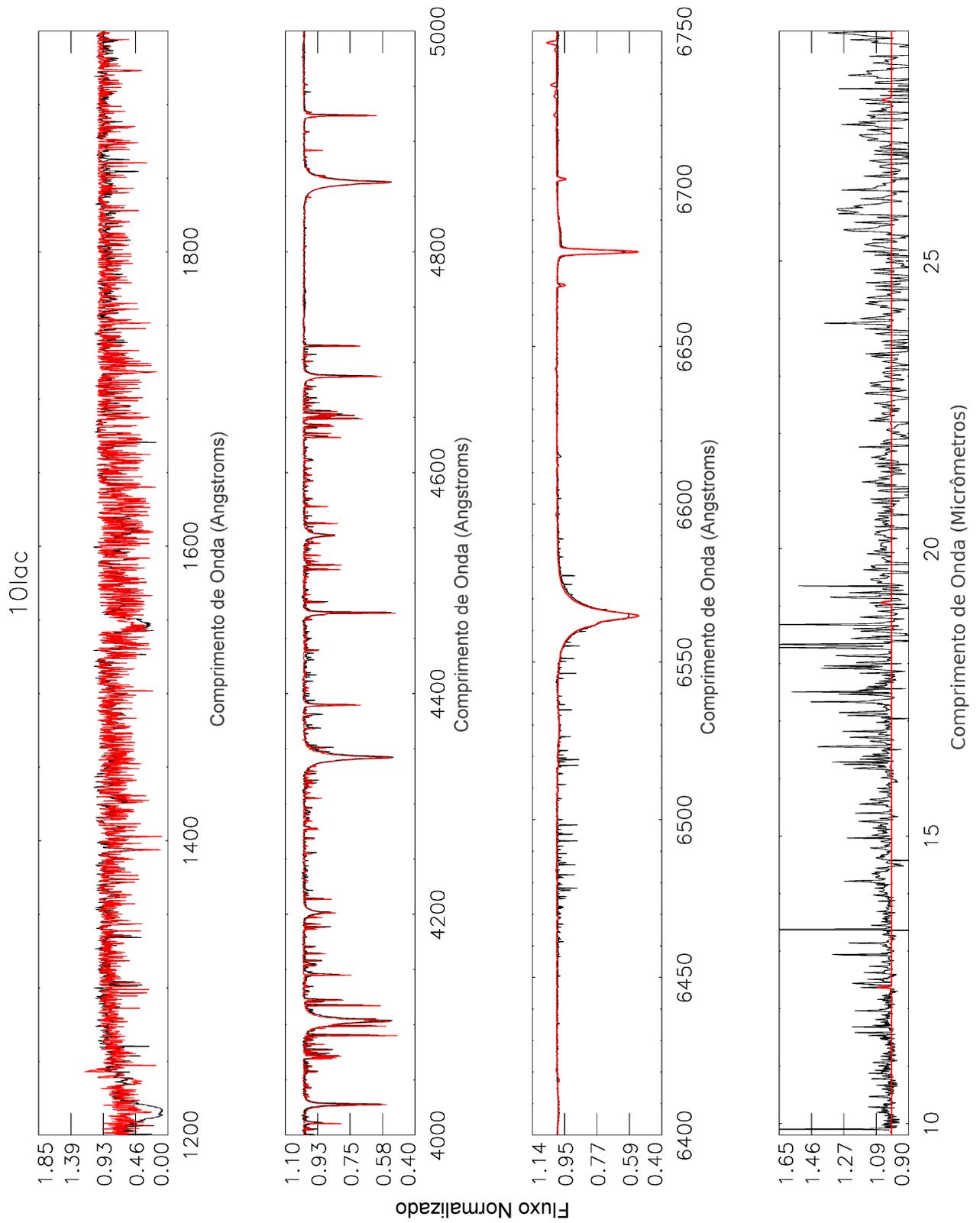


Figura B.8: 10Lac: Modelo CMFGEN (Vermelho) x Observações (Preto). Os dados no ótico são oriundos do espectrógrafo ESPADONS ($R=68000$; cedido por Jean-Claude Bouret) e os dados no UV provém do arquivo SWP20803 (IUE).

Apêndice C

Larguras Equivalentes

Tabela C.1: Identificação de linhas e medidas de largura equivalente. A coluna “*Observado* $\lambda(\mu m)$ ” se refere ao comprimento de onda aproximado retirado a partir do pico da emissão, definido por inspeção visual, do espectro observado. “*Comprimento de onda em repouso*”, é o valor do comprimento de onda da transição obtido pelo CMFGEN. E por último “*L.E.*” contém as medidas de larguras equivalentes.

Alvo	Observado $\lambda \pm 0.02(\mu m)$	Elementos	Compr. de Onda em repouso $\lambda(\mu m)$	Centroide	L.E. ($\mu m \cdot 10^{-2}$)
HD190429A	11.32	H I + He II	11.31 + 11.33	11.31	1.99 \pm 0.12
	12.38	H I + He II	12.37 + 12.38	12.38	4.63 \pm 0.07
	13.13	He II + H I	13.13 + 13.19	13.13	2.14 \pm 0.03
	13.88	He II	13.87	13.88	0.57 \pm 0.02
	16.22	H I	16.21	16.19	1.27 \pm 0.03
	16.88	He II + H I	16.77 + 16.88	16.85	1.51 \pm 0.03
	17.28	He II	17.26	17.26	3.02 \pm 0.03
	19.08	H I + He II	19.06 + 19.05	19.07	4.65 \pm 0.16
	22.19	He II	22.17	22.20	2.73 \pm 0.04
	22.33	H I	22.33	22.34	1.89 \pm 0.23
	27.82 + 27.97	H I + He II	27.80 + 27.95	27.84	8.62 \pm 0.13

HD66811

10.51	H I	10.50	10.50	0.59 ± 0.01
11.32	H I + He II	11.31 + 11.33	11.32	1.28 ± 0.04
12.38	H I + He II	12.37 + 12.38	12.38	4.50 ± 0.07
13.13	He II + H I	13.13 + 13.19	13.13	2.33 ± 0.04
13.88	He II	13.87	13.89	0.52 ± 0.04
15.46	He II + ?	15.47	15.49	1.83 ± 0.13
16.22	H I	16.21	16.21	1.94 ± 0.03
16.78	He II	16.77	16.80	0.45 ± 0.03
16.88	H I	16.88	16.88	1.26 ± 0.09
17.27	He II	17.26	17.26	2.82 ± 0.07
19.07	H I + He II	19.06 + 19.05	19.07	6.30 ± 0.04
22.18	He II	22.17	22.18	3.44 ± 0.10
22.35	H I	22.33	22.32	3.15 ± 0.12
27.82 + 27.97	H I + He II	27.80 + 27.95	27.83	12.28 ± 0.11
HD188001				
11.32	H I + He I	11.31 + 11.30	11.30	1.05 ± 0.02
12.38	H I + He I	12.37 + 12.39	12.37	4.55 ± 0.01

16.22	H I + He I	16.21 + 16.20	16.20	2.38 ± 0.02
19.07	H I + He I	19.06 + 19.05	19.07	7.82 ± 0.03
22.35	H I + He I	22.33 + 22.32	22.32	3.88 ± 0.07
27.81	H I + He I	27.80 + 27.79	27.79	7.59 ± 0.13

HD207198

11.32	H I	11.31	11.31	0.14 ± 0.01
12.38	H I + He I	12.37 + 12.39	12.37	0.81 ± 0.02
13.13	He II + H I	13.13 + 13.19	13.13	0.31 ± 0.01
17.27	He II	17.26	17.25	0.46 ± 0.01
19.07	H I + He I	19.06 + 19.05	19.07	1.49 ± 0.10
22.35	H I + He I	22.33 + 22.32	22.33	1.29 ± 0.04
27.82	H I + He I	27.80 + 27.79	27.79	0.65 ± 0.18

HD30614

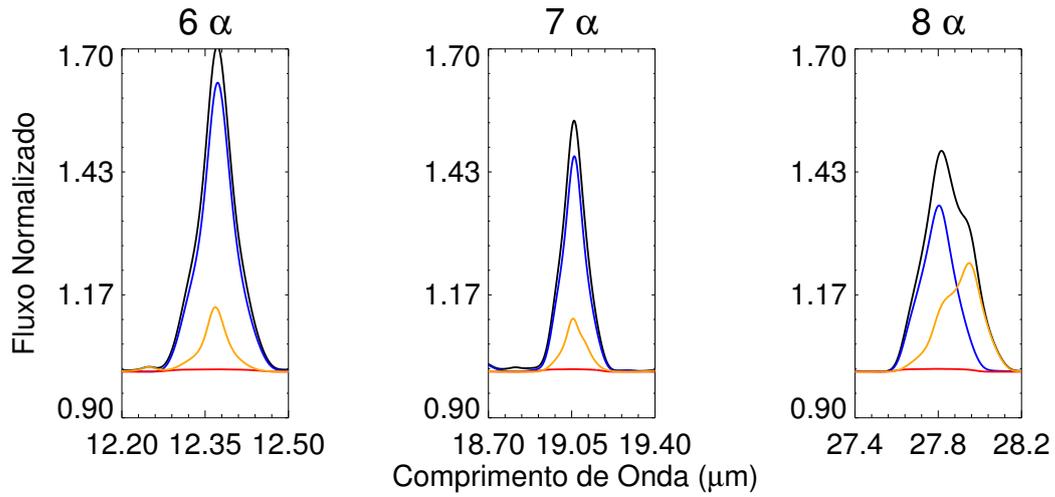
11.32	H I + He I	11.31 + 11.30	11.31	0.45 ± 0.01
12.38	H I + He I	12.37 + 12.39	12.37	2.56 ± 0.05
16.22	H I + He I	16.21 + 16.20	16.20	1.32 ± 0.03

16.88	H I + He I	16.88 + 16.87	16.88	0.55 ± 0.01
19.07	H I + He I	19.06 + 19.05	19.06	3.07 ± 0.10
22.35	H I + He I	22.33 + 22.32	22.32	2.56 ± 0.04
27.82	H I + He I	27.80 + 27.79	27.79	4.17 ± 0.04
HD188209				
11.32	H I + He I	11.31 + 11.30	11.31	0.21 ± 0.03
12.38	H I + He I	12.37 + 12.39	12.37	1.36 ± 0.05
13.13	He II + H I	13.13 + 13.19	13.13	0.54 ± 0.04
16.22	H I + He I	16.21 + 16.20	16.20	0.71 ± 0.04
19.07	H I + He II	19.06 + 19.05	19.08	1.45 ± 0.22
22.35	H I + He I	22.33 + 22.32	22.32	2.21 ± 0.13
27.82	H I + He I	27.80 + 27.79	27.80	1.96 ± 0.03
HD209975				
11.32	H I + He I	11.31 + 11.30	11.31	0.17 ± 0.02
12.38	H I + He I	12.37 + 12.39	12.37	1.02 ± 0.04
13.13	He II + H I	13.13 + 13.19	13.13	0.16 ± 0.02

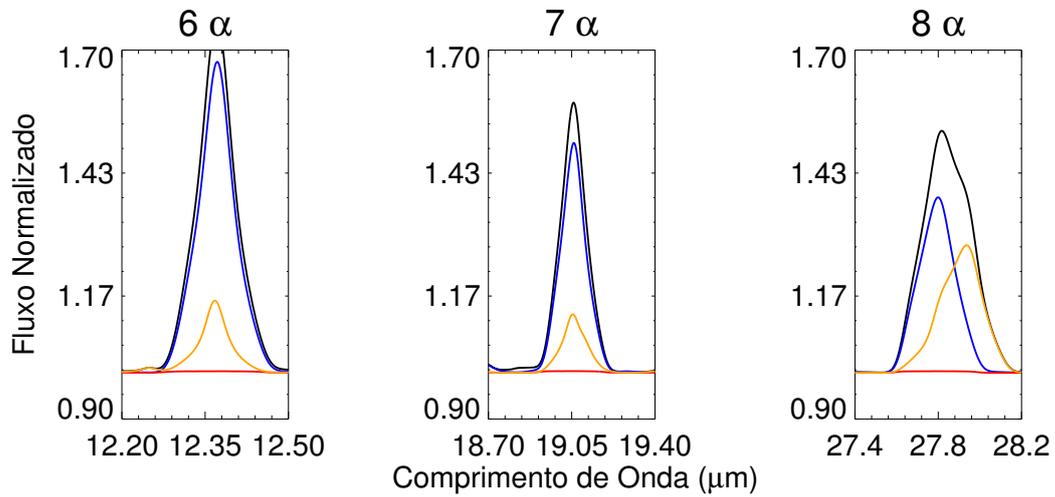
16.22	H I + He I	16.21 + 16.20	16.20	0.80 ± 0.02
19.07	H I + He I	19.06 + 19.05	19.06	1.05 ± 0.04
22.35	H I + He I	22.33 + 22.32	22.32	1.66 ± 0.22
27.82	H I + He I	27.80 + 27.79	27.80	1.01 ± 0.29
HD195592				
10.51	H I + He I	10.50 + 10.50	10.51	1.06 ± 0.03
11.32	H I + He I	11.31 + 11.30	11.30	0.84 ± 0.01
12.38	H I + He I	12.37 + 12.39	12.37	4.06 ± 0.05
16.22	H I + He I	16.21 + 16.20	16.20	1.33 ± 0.05
16.88	H I + He I	16.88 + 16.87	16.87	0.97 ± 0.01
19.07	H I + He I	19.06 + 19.05	19.06	4.83 ± 0.23
22.35	H I + He I	22.33 + 22.32	22.32	2.80 ± 0.05
27.82	H I + He I	27.80 + 27.79	27.80	8.42 ± 0.41

Apêndice D

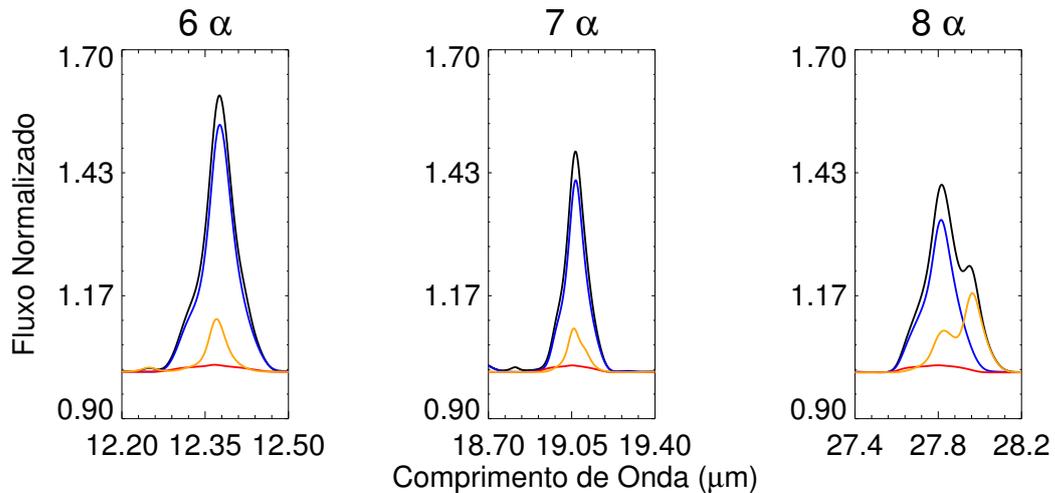
Contribuição Individual de H I,
He I e He II nos Testes de
Temperatura Efetiva.



(a) Melhor ajuste.

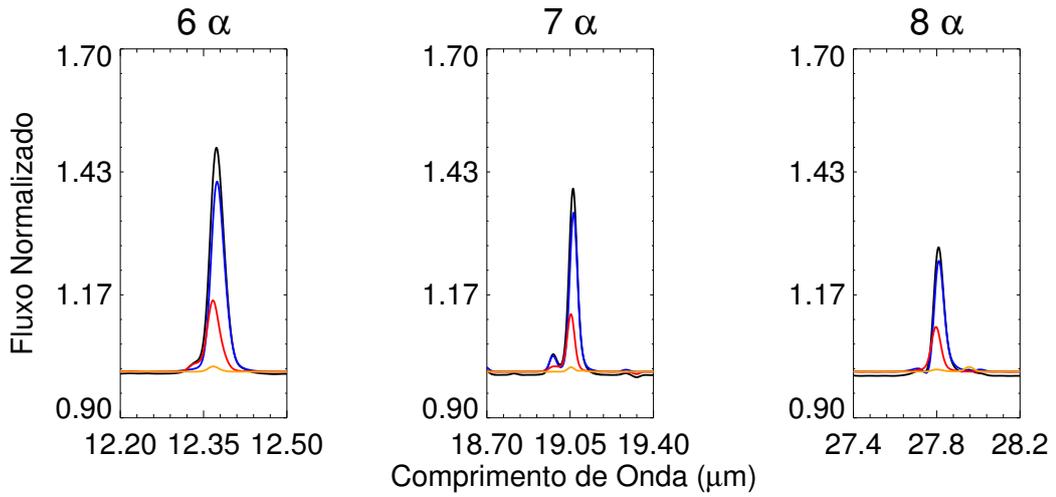


(b) Modelo com temperatura superior (+3000 K).

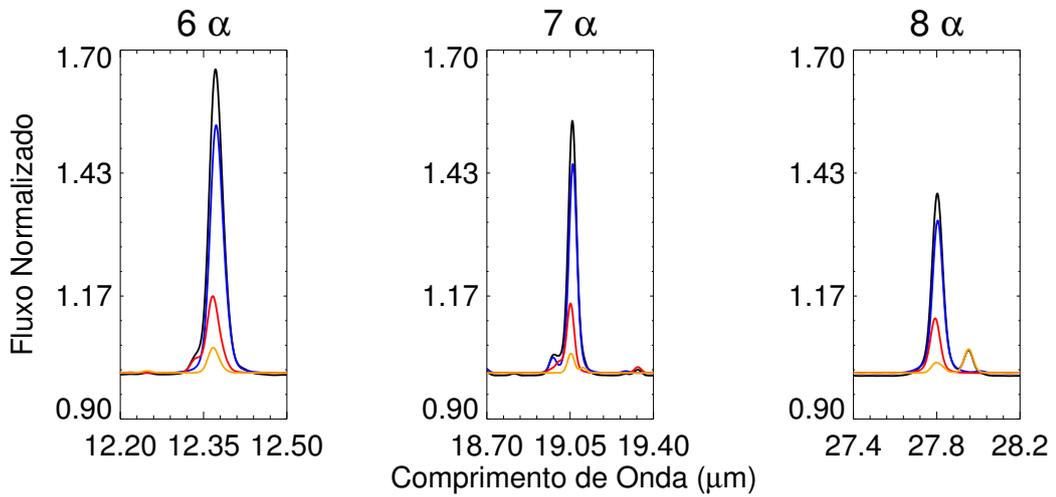


(c) Modelo com temperatura inferior (-3000 K).

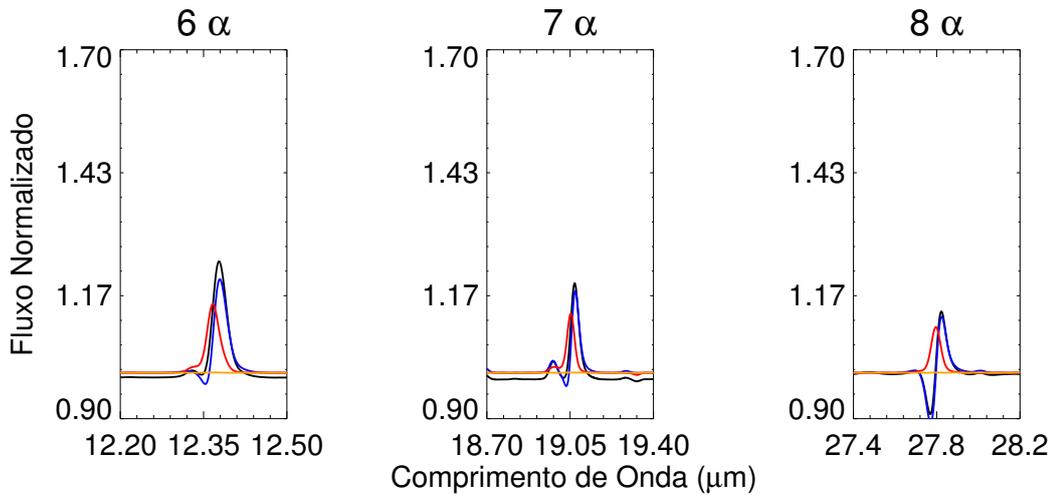
Figura D.1: Composição individual para os testes de temperatura efetiva para a estrela Zeta Puppis. Modelo completo (preto), espectro de H I (azul), He I (vermelho), He II (laranja).



(a) Melhor ajuste.

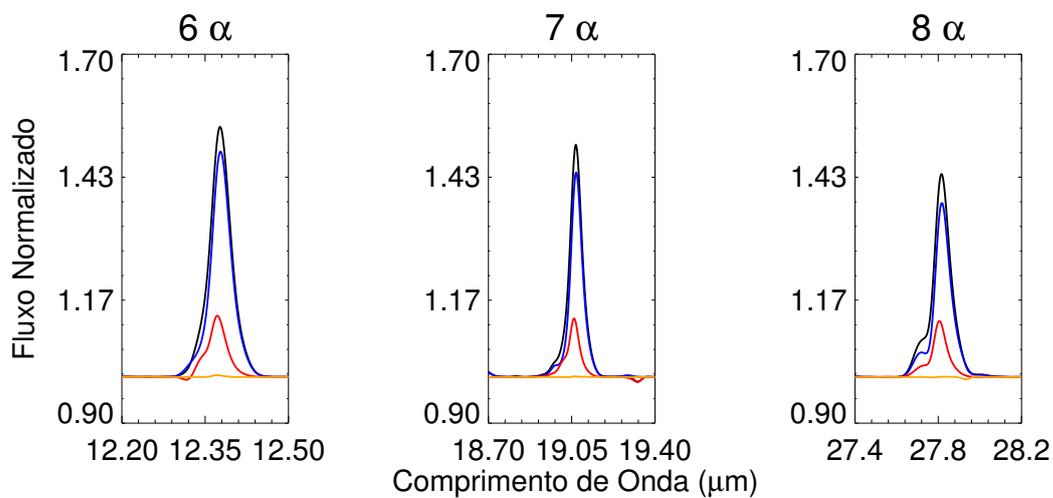


(b) Modelo com temperatura superior (+2000 K).

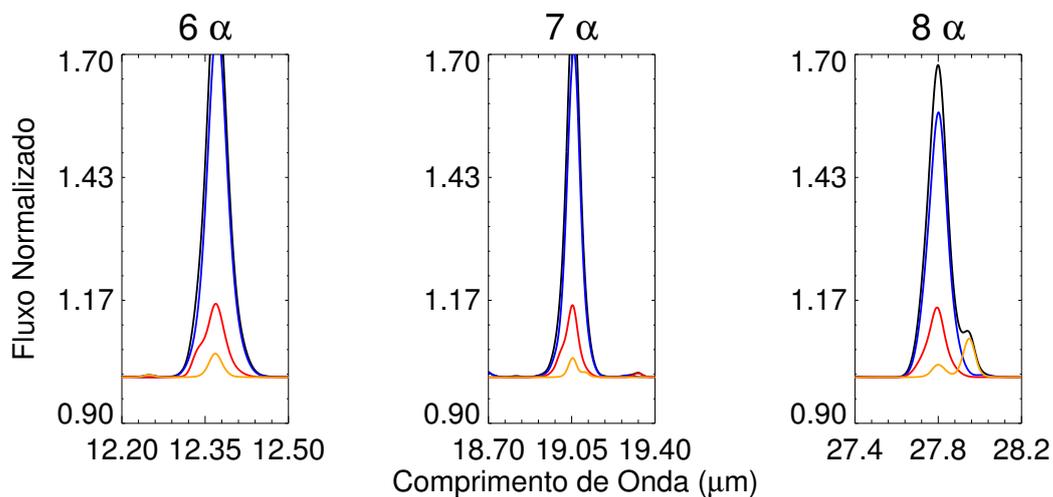


(c) Modelo com temperatura inferior (-2000 K).

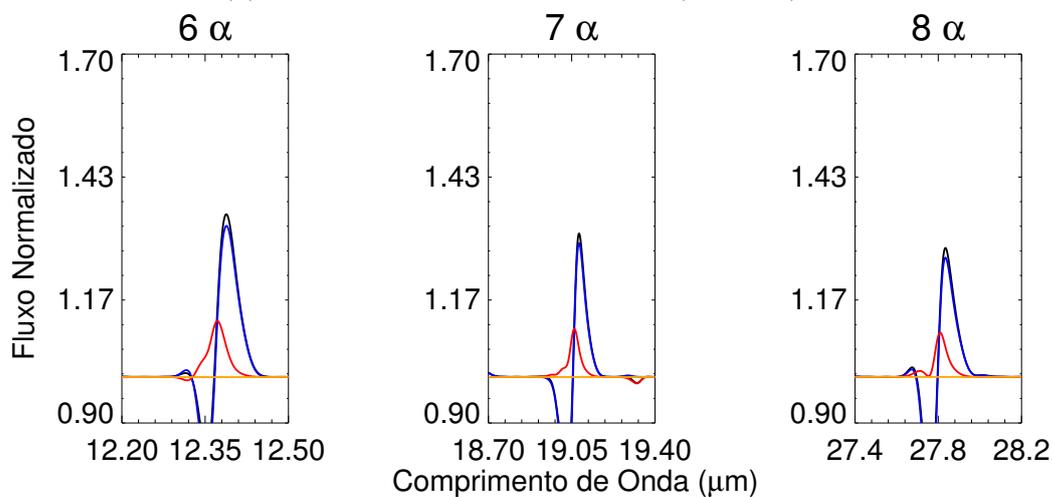
Figura D.2: Composição individual para os testes de temperatura efetiva para a estrela HD188209. Modelo completo (preto), espectro de H I (azul), He I (vermelho), He II (laranja).



(a) Melhor ajuste.



(b) Modelo com temperatura superior (+3000 K).



(c) Modelo com temperatura inferior (-3000 K).

Figura D.3: Composição individual para os testes de temperatura efetiva para a estrela Alpha Cam. Modelo completo (preto), espectro de H I (azul), He I (vermelho), He II (laranja).