

Universidade Federal do Rio de Janeiro  
Centro de Ciências da Matemática e da Natureza  
Observatório do Valongo

# Evolução de Estrelas de Alta Massa: Perdas de Massa e Propriedades de Supergigantes Vermelhas

Autor: Matheus Bernini Peron

Orientador: Wagner Marcolino -  
Observatório do Valongo/UFRJ

Trabalho de Conclusão de Curso para a obtenção do título de Astrônomo  
Julho de 2019



## Resumo

Estrelas de Alta Massa ( $M_{ZAMS} > 8M_{\odot}$ ) são objetos que possuem altíssimas luminosidades e temperaturas superficiais. Estas induzem potentes ventos estelares, os quais juntamente a radiação emitida, ionizam, depositam momento e energia no meio interestelar, além de enriquecê-lo quimicamente. Desta forma, estes objetos impactam enormemente o meio circundante. Portanto, mesmo sendo menos numerosas que as estrelas de menor massa, em conjunto são capazes de alterar significativamente o ambiente intragaláctico. Além disto, são reconhecidamente progenitoras de remanescentes estelares como supernovas tipos II, Ib, Ic, estrelas de nêutrons e buracos negros. Portanto, o entendimento de diversas componentes do Universo e sua evolução passam pelo conhecimento da evolução dessas estrelas.

A evolução das estrelas de alta massa é investigada desde a segunda metade do século XX. Desde então, à medida que os modelos e teorias se sofisticavam, por exemplo com inclusão de rotação, perdas de massa, instabilidades, particularmente importantes para a evolução destas estrelas, diversos sucessos no entendimento desta área da Astronomia foram obtidos. No entanto, mesmo hoje em dia, ainda há diversos problemas em aberto, conservando-se como um tópico de pesquisa bastante ativo.

O estudo e pesquisa da física e evolução destes objetos são feitos através de observações, simulações, modelos de atmosferas e códigos de evolução estelar. Neste Trabalho de Conclusão de Curso é explorado o código de evolução estelar MESA (*Modules for Experiments in Stellar Astrophysics*) como uma ferramenta para estudo e pesquisa neste tópico. Para isto, (i) foram comparadas trajetórias evolutivas geradas com o MESA com resultados de outros códigos igualmente conhecidos e utilizados na literatura, e (ii) posteriormente, o MESA foi utilizado para investigar taxas de perdas de massa utilizadas em modelos de evolução de estelar através da comparação de massas inferidas espectroscopicamente de supergigantes vermelhas com modelos produzidos utilizando o MESA.

Como resultados, no geral, foram obtidos uma boa concordância entre as trajetórias dos códigos. Em seguida, foi realizada uma discussão sobre cuidados e práticas para uma utilização fisicamente mais robusta do MESA, que foi aplicada para o problema investigado, cujo resultado e interpretação desenvolvida apontam para perdas de massa muito elevadas, em concordância com o paradigma atual da literatura.

**Palavras-chave** — Evolução Estelar, Estrelas de Alta Massa, MESA, Perda de Massa

## Abstract

Massive Stars are extremely luminous objects having very high surface temperatures. Because of that, they present powerful stellar winds, which along with the emitted radiation ionise, give momentum, energy and enrich the interstellar medium, thus having a strong impact on the surrounding medium. Even though these stars are much less numerous than their less-massive siblings, they are capable of impacting the intragalactic medium. Beyond that, they are well-known progenitors of stellar remnants, such as supernovae type II, Ib and Ic, neutron stars and black holes. Therefore, our knowledge of several components of the Universe and its evolution hinge upon understanding the properties of the high-mass stars and how they evolve.

The evolution of these stars have been studied and investigated since the second half of the 20<sup>th</sup> century. Since then, with the progressive sophistication of our models and theories, for instance the inclusion of rotation, mass loss and instabilities, specially important for the evolution of this objects, various success in this area of Astrophysics have been achieved. However, even nowadays, there are still several unsolved problems, keeping this research topic a very active one.

In general, the physics and the evolution of stars are studied through observations, simulations, atmosphere models and stellar evolution code. In this work, I explore MESA (*Modules for Experiments in Stellar Astrophysics*), a well known professional stellar evolution code, as a tool to study and research the evolution of massive stars. To do that, (i) I compare evolutionary tracks made with MESA *versus* other well known evolution codes' tracks. Following this, (ii) I use MESA to investigate mass-loss rates commonly used on stellar evolution models by comparing the masses given by MESA's evolutionary tracks with spectroscopically derived masses of observed red supergiants.

As result, I obtain a good agreement between the codes tracks. After that, an extended discussion have been made about some cautions and techniques toward more professional and physically consistent MESA usage, which were applied to investigate the previously mentioned astrophysical problem. The results and developed interpretation and discussion point to excessively high mass-loss rates, which is in agreemen with the picture settled by the most recent literature.



## Agradecimentos

Ao pensar e escrever este pequeno texto, me dou conta do quão fácil e, ao mesmo tempo, tão difícil é agradecer aos muitos indivíduos que me permitiram chegar até este exato momento e estar realizando parte de um sonho que me acompanha desde a infância. É fácil agradecer porque internamente consigo pensar em incontáveis interações com outros indivíduos e me sentir grato e até mesmo expressar esta gratidão para alguns. Porém, percebo a dificuldade de gravar em poucos parágrafos o que sinto e reconheço sem deixar de mencionar e fazer justiça a todos e todas que de alguma forma contribuíram – fora aqueles que me auxiliaram sem sequer meu conhecimento.

A primeira pessoa que quero deixar gravado o agradecimento é minha mãe, Valéria Bernini Ramos, que além de ter me gerado e carregado em seu corpo durante meus primeiros 9 meses de vida muito me ensina e me apoia emocionalmente, além de constantemente me incentivar a buscar meus objetivos. Inclusive, minha jornada na Astronomia começa na minha infância com passeios ao MAST – Museu de Astronomia e Ciências Afins – que me despertaram o encanto pelos mistérios do cosmos e pelos pequenos e tímidos pontos de luz na esfera celeste.

Meu sobrenome é Bernini Peron, e o último se deve ao meu pai, Mauro Eli de Abreu Peron, a quem também faço questão de registrar aqui por me ajudar a crescer e chegar até aqui. Igualmente agradeço ao meu irmão mais velho Gabriel, com quem entre brigas e diversão cresci junto aprendi.

Além deles, não posso deixar de mencionar minha avó, avô e tio por parte materna, Maria da Glória, Vicente e Bartolomeu com quem em um pequeno condomínio arborizado convivi e apreciei a companhia desde que nasci – no caso do 'vô Vicente' menos tempo que gostaria. À minha avó, pelos deliciosos bolos e salgadinhos, ao meu avô, por memórias que considero umas das mais antigas lembranças minhas e me trazem felicidade só ao pensar, e ao meu tio, um agradecimento especial por me despertar o interesse pela computação.

Como o espaço para agradecimento é finito, deixo este parágrafo para agradecer ao restante de minhas famílias por parte de pai e mãe, com as quais vivi muitos momentos alegres, inclusive Kiara e Laika, *serelepes* 'vira-latas' que tanto me proporcionam alegria e divertimento.

Me sinto no dever de agradecer ao Colégio Pedro II e as pessoas que o compuseram e

compõe por ter contribuído enormemente para minha educação e formação como indivíduo e cidadão do mundo. Lá construí laços de amizade tão fortes que mesmo com a distância e rumos diferentes permanecem vivos e prosperam a passagem do tempo. Rafaela Dettmar, Johannes Eller, Pedro e Tomás Paixão, Bernardo Mesquita, Pedro "Poeta" Martins, Luísa Christ, Mariana Oliveira, Luiz Jesus, Daniel Artini, *et al.* – *et al.* mais significativa, impossível – são apenas alguns nomes desta miríade de laços. Destes laços, me nutro com muita força e alegria, e por isso me lamento por não ter como descrever cada um destes neste documento.

Por falar em amizades, destaco aqui as amizades que construí durante minha graduação, iniciada em 2015: Ellen Almeida, João Gabriel, Vinícius Aguiar, Eduardo Pereira, Yanna Martins, Pedro Nogueira, Camila "Esperança" de Sá, Natasha Costa, Felipe Fernandes, Alexandre Cruz, Aline Novais, Amanda da Costa (inclusive por uma imagem usada neste TCC), Valentina Nakayama, Sharon Teles, André Prado, Nathalia Bedor, Celso Tinoco *et al.*. A eles, que vêm de vários cantos do país um imenso obrigado por todos os ótimos momentos vividos e ensinamentos preciosos que levarei eternamente comigo. Por isso, também agradeço a Universidade Federal do Rio de Janeiro e ao Observatório do Valongo.

Aos professores, mestres e “gurus” das diversas artes, ciências, autoconhecimento e linguagem com os quais encontrei em minha vida, reservo um pequeno, porém não menos importante, conjunto de orações para agradecer pelo meu desenvolvimento físico, mental e expansão do meu conhecimento sobre os diversos aspectos do mundo e de mim mesmo. Em especial, agradeço ao meu orientador Wagner Marcolino, minha psicóloga Ana Concatto, ao inspetor Adalberto do colégio que estudei na minha infância, e ao meu professor de Tai-Chi-Chuan Paulo Ronei.

Por fim – não que termine aqui minha gratidão, já que a lista é felizmente longa – agradeço a todos aqueles que simplesmente existiram e existem e de maneiras diretas ou indiretas, com ou sem meu conhecimento, criaram causas e condições para que eu chegasse até este momento.

Obrigado!



Dedico este Trabalho de Conclusão de Curso a minha família e amigos, cujo apoio e amor foram fundamentais para meu crescimento e para que estivesse, com alegria e contentamento, onde estou.

“The surface of the Earth is the shore of the cosmic ocean. On this shore, we’ve learned most of what we know. Recently, we’ve waded a little way out, maybe ankle-deep, and the water seems inviting. Some part of our being knows this is where we came from. We long to return, and we can, because the cosmos is also within us. We’re made of star stuff. We are a way for the cosmos to know itself.”

*Carl Sagan,  
Cosmos*

# Sumário

<b>Resumo</b>	<b>i</b>
<b>Abstract</b>	<b>ii</b>
<b>Agradecimentos</b>	<b>v</b>
<b>1 Introdução</b>	<b>1</b>
1.1 Visão Geral . . . . .	1
1.2 Evolução de Estrelas de Alta Massa . . . . .	3
1.3 Estudando a Estrutura e a Evolução Estelar . . . . .	7
1.4 Objetivos . . . . .	9
<b>2 Metodologia</b>	<b>11</b>
2.1 Ferramentas Utilizadas . . . . .	11
2.1.1 Familiarização com o MESA . . . . .	12
2.2 Avaliação da Perda de Massa . . . . .	14
2.2.1 Amostra de Supergigantes Vermelhas Observadas . . . . .	15
2.2.2 Breve Análise Exploratória da Amostra . . . . .	15
2.2.3 Parâmetros Físicos dos Modelos . . . . .	17

2.2.4	Parâmetros Numéricos e Resolução . . . . .	18
<b>3</b>	<b>Resultados e Discussão</b>	<b>24</b>
3.1	Comparações MESA <i>vs.</i> Outros Códigos . . . . .	24
3.1.1	MESA <i>vs.</i> GENEC (Sem Rotação) . . . . .	24
3.1.2	MESA <i>vs.</i> STERN (Com Rotação) . . . . .	24
3.1.3	Considerações Gerais . . . . .	25
3.2	Comparação Massas Evolutivas e Espectroscópicas . . . . .	26
<b>4</b>	<b>Conclusão</b>	<b>31</b>
<b>A</b>	<b>Diferenças na Evolução de um Modelo com e sem Rotação e Perda de Massa – Diagrama de Kippenhahn</b>	<b>34</b>
<b>B</b>	<b>Dados das Supergigantes Observadas</b>	<b>38</b>
B.1	Informações Básicas Sobre Supergigantes Vermelhas . . . . .	40
<b>C</b>	<b>Lista de Siglas, Símbolos e Abreviações</b>	<b>42</b>

# Lista de Tabelas

2.1	Parâmetros Físicos e Condições Iniciais das Comparações entre Códigos . . . . .	14
2.2	Parâmetros Físicos e Condições Iniciais . . . . .	17
B.1	Dados das Supergigantes Vermelhas Observadas . . . . .	38



# Lista de Figuras

1.1	Tamanho e Coloração de Diferentes Tipos Espectrais na Sequência Principal . . .	1
1.2	Diferenças em Luminosidade e Temperatura Efetiva . . . . .	4
1.3	Diferenças na Evolução Química Superficial . . . . .	4
1.4	Modelo da Casca de Cebola . . . . .	6
2.1	Representação Esquemática da Estrutura do Modelo no MESA . . . . .	13
2.2	Distribuição de Propriedades Físicas da Amostra . . . . .	16
2.3	Receitas de perda de massa utilizados nos modelos . . . . .	18
2.4	Representação esquemática da definição do parâmetro $dq_k$ , que corresponde à fração de massa da camada $k$ . . . . .	20
2.5	Velocidade de rotação equatorial inicial de modelos de diferentes $M_{ZAMS}$ para diferentes valores de resolução espacial . . . . .	21
2.6	Evolução temporal dos modelos após adentrarem a fase de RSG (quando ocorre) até a condição de parada . . . . .	22
2.7	Diagrama de Massa <i>versus</i> Temperatura Efetiva para Diferentes Resoluções . . .	23
3.1	Resultados da comparação MESA e GENECS, sem rotação. . . . .	28
3.2	Resultados da comparação MESA e STERN, com rotação. . . . .	29

3.3	Diagrama de Massa <i>versus</i> Temperatura Efetiva – Comparação com RSGs Observadas . . . . .	30
A.1	Diferenças na Estrutura Interna (Diagrama de Kippenhahn) . . . . .	35
B.1	Exemplos de espectros normalizados de RSGs . . . . .	40



# Capítulo 1

## Introdução

### 1.1 Visão Geral

Estrelas de Alta Massa são estrelas cujas massas são tipicamente maiores que oito massas solares no começo da sequência principal ( $M_{ZAMS} > 8 M_{\odot}$ ). Objetos deste tipo se apresentam extremamente quentes ( $T_{eff} > 15 \text{ kK}$ ) e luminosos ( $L > 1000 L_{\odot}$ ). Espectroscopicamente são classificadas normalmente como tipo O ou B, quando iniciam suas trajetórias na Sequência Principal – figura 1.1.

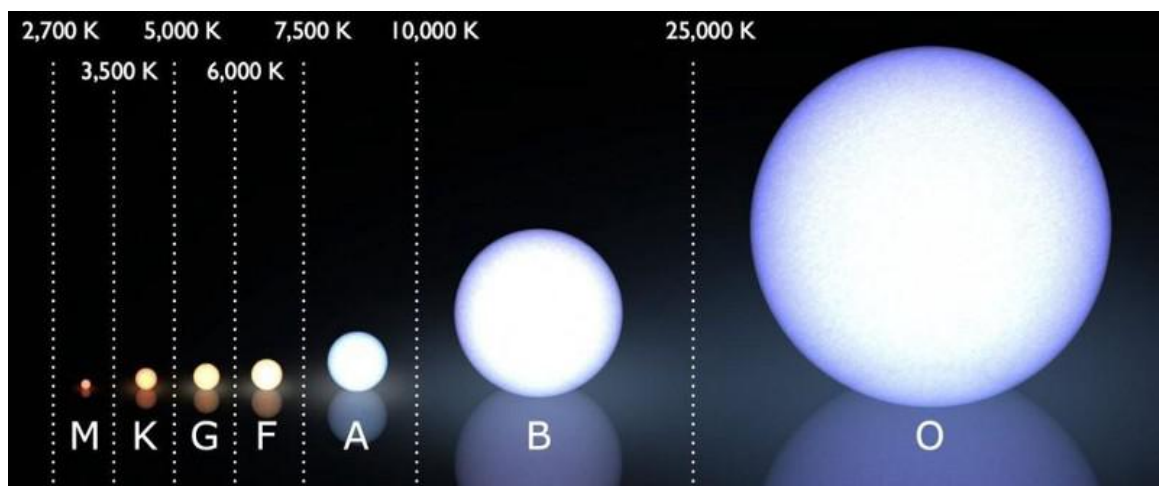


Figura 1.1: Tamanho e Coloração de Diferentes Tipos Espectrais na Sequência Principal – Ilustração dos tamanhos relativos, colorações e temperaturas típicas das fotosferas, modeladas como corpo negro, para estrelas de diferentes tipos espectrais na sequência principal. Imagem proveniente da Wikimedia Commons feita pelo usuário “LucasVB”, com adições de E. Siegel.

Ainda que estrelas de alta massa sejam bem menos numerosas que suas análogas de baixa massa, suas luminosidades intensas fazem com que sejam muito mais visíveis em regiões onde se encontram – e.g. em galáxias espirais (ou late-type) e regiões de formação estelar.

Devido à sua temperatura superficial e luminosidade, estas estrelas apresentam potentes ventos estelares, pela transferência de momento dos fótons para a atmosfera estelar, e são capazes de alterar significativamente o meio interestelar, fornecendo-lhe energia, momento e enriquecendo-o quimicamente. Pelo mesmo motivo estes objetos, ainda na Sequência Principal, apresentam taxas de perda de massa muito elevadas que impactam significativamente sua evolução, em contraste com as estrelas de baixa massa, cuja perda de massa não é um aspecto muito relevante (a exceção de fases avançadas como AGB).

Sendo objetos muito pesados, o potencial gravitacional gerado induz pressões, temperaturas e densidades muito grandes no seu interior, o que leva ao processamento mais acelerado dos elementos no núcleo estelar. Assim, o tempo de vida destas estrelas é muito curto dentro da escalas de tempo astronômicas, cerca de  $10^7$  anos.

Além disso, estes objetos são capazes de dar origem a remanescentes estelares, como buracos negros, estrelas de nêutrons e diversos tipos de supernovas <sup>1</sup>. Portanto, o entendimento destes também está condicionado ao entendimento de como as estrelas de alta massa evoluem e morrem.

No entanto, entender a evolução de estrelas não é uma tarefa trivial, já que as escalas de tempo estelares são muito maiores que a escala de tempo da humanidade. Assim, temos acesso somente a um instante diferente da vida de cada estrela, que tem suas próprias características e evolução. Soma-se a isso o fato de não podermos observar diretamente o interior e os processos que lá ocorrem e determinam sua evolução.

Assim, todo o conhecimento do interior estelar e sua evolução depende de modelos e de observações de seus efeitos externos. No entanto os processos e condições físicas presentes nestas estrelas são extremamente complexos. No caso de estrelas de alta massa, recentemente foram

---

<sup>1</sup>Excluindo supernovas Tipo-Ia.

verificados que diversos fatores, antes considerados de segunda ordem, podem ser determinantes para suas evoluções, tais como rotação e instabilidades <sup>2</sup>, taxas de perdas de massa, metalicidade e multiplicidade – ver [Meynet et al. \(2016\)](#).

Como exemplo, para ilustrar o impacto da inclusão da rotação e perda de massa na evolução de alguns aspectos e propriedades de um modelo, foram produzidas as figuras [1.2](#), [1.3](#) e [A.1](#). A primeira ([1.2](#)) indica as trajetórias no Diagrama HR e a segunda ([1.3](#)) mostra as diferentes evoluções químicas superficiais; no apêndice [A](#), são mostrados as diferenças nas evoluções das regiões de fusão e convecção devido a inclusão de rotação e perda de massa.

Neste Trabalho de Conclusão de Curso é estudado a evolução de estrelas de alta massa sem a presença de uma companheira binária que a afete significativamente, ou seja, estrelas solitárias desde o nascimento ou binárias afastadas. No entanto, é importante ressaltar que é esperado que cerca de 65%, ou mais, delas estejam em multiplicidade ([Smith 2014](#) e [Sana et al. 2014](#)). Ainda assim, compreender a evolução destes objetos isoladamente é importante para entender a física e os principais componentes que regem a evolução destas estrelas, e logo, direta ou indiretamente, de boa parte da matéria visível de todo o Universo.

## 1.2 Evolução de Estrelas de Alta Massa

Nesta seção, os principais passos da evolução de estrelas de alta massa isoladas são descritos brevemente. Apesar de ser um cenário aproximado, este descreve em linhas gerais o que acontece normalmente em estrelas massivas e historicamente foi bem sucedido em montar o quebra-cabeça da evolução estelar e conectar logicamente todo o “zoológico” de estrelas observadas.

Tipicamente, a partir do momento que uma estrela se forma devido ao colapso gravitacional de uma nuvem de gás e poeira, a temperatura e pressão no interior do esferoide gasoso são altas o bastante para que se inicie os processos de fusão nuclear, começando pelo hidrogênio, o elemento mais facilmente fundido.

---

<sup>2</sup>Conferir [Maeder & Meynet \(2000\)](#)

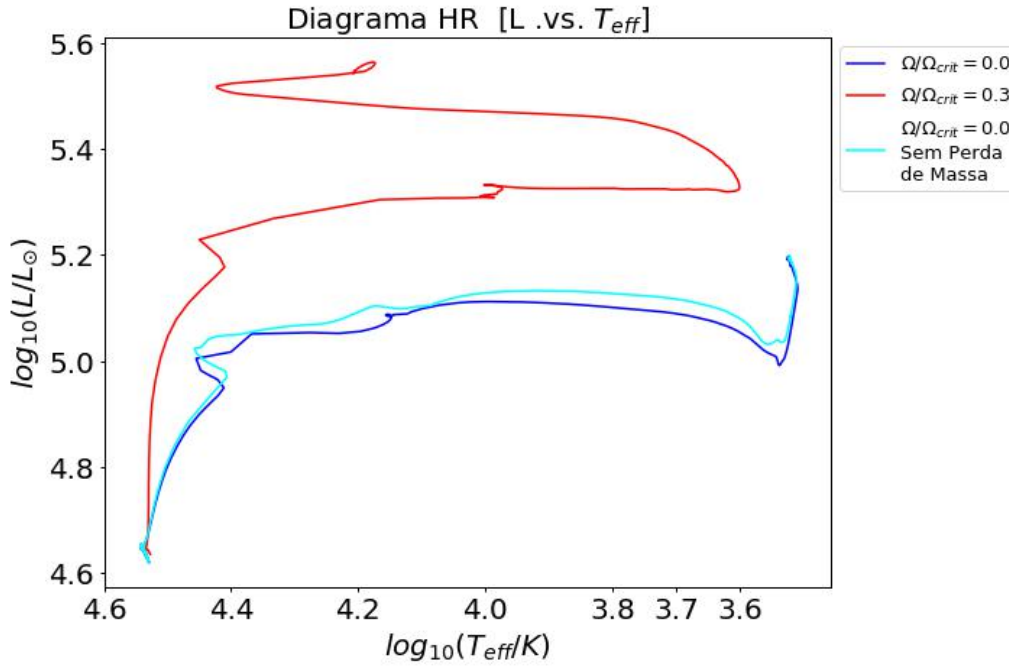


Figura 1.2: Diferenças em Luminosidade e Temperatura Efetiva – Comparação das trajetórias no Diagrama HR de um modelo de  $20M_{\odot}$  com e sem rotação e perda de massa. **Azul escuro:** sem rotação ( $\Omega/\Omega_{crit} = 0.0$ ) e com perda de massa. **Azul ciano:**  $\Omega/\Omega_{crit} = 0.0$  e sem perda de massa. **Vermelho:**  $\Omega/\Omega_{crit} = 0.3$  com perda de massa.

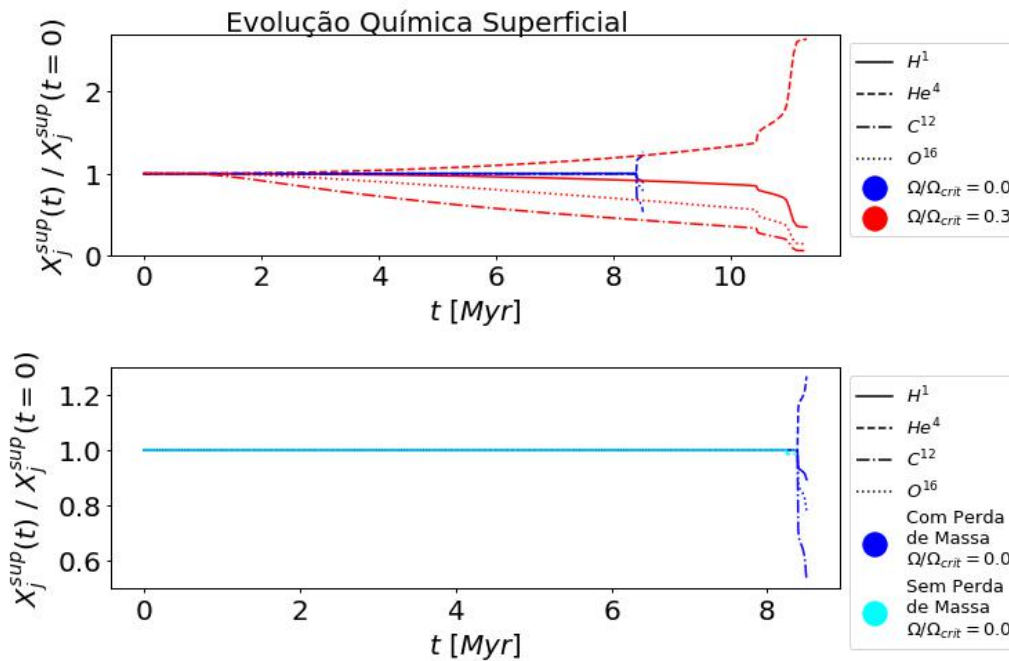


Figura 1.3: Diferenças na Evolução Química Superficial – Comparação da evolução temporal da abundância de alguns elementos químicos em relação ao estado inicial do modelo. O gráfico superior compara a evolução entre os casos **com** e **sem rotação**, ambos com perda de massa não nula. Nota-se um prolongamento da vida da estrela e uma variação homogênea da abundância. No gráfico inferior, é comparado o modelos sem e com perda de massa, ambos sem rotação. No caso **sem perda** de massa a variação química superficial foi significativamente menor.

Com a energia liberada devido às reações nucleares, induzindo a expansão do gás, a estrela é capaz de resistir ao colapso gravitacional, entrando em um estado de aparente e relativo equilíbrio; entretanto, é importante pontuar que as estrelas não são sistemas que se encontrem perfeitamente em equilíbrio hidrostático ou térmico, já que liberam energia e massa para o espaço, além de serem bastante dinâmicos os seus interiores. Quando este estágio de relativo equilíbrio é atingido, é dito que a estrela está Sequência Principal, onde ficará a maior parte de sua vida.

Durante esta fase, a estrela fundirá em seu interior (nas camadas onde houver condições termodinâmicas para tal) átomos de hidrogênio através da Cadeia Próton-Próton (pp) e do Ciclo CNO produzindo hélio, que se acumulará inicialmente inerte no núcleo. Para estrelas de massa elevada <sup>3</sup>, o Ciclo CNO é dominante, em contraste com o caso das estrelas de menor massa onde a Cadeia pp é o principal – isto ocorre devido à maior dependência do ciclo CNO com a temperatura ( $\epsilon_{CNO} \propto T^{18}$  e  $\epsilon_{pp} \propto T^5$ ; ver [Kippenhahn et al. 2012](#)).

Conforme a estrela realiza a fusão do H internamente e caminha para o fim da SP <sup>4</sup>, ocorre progressivamente um aumento da temperatura, e conseqüentemente, da pressão interna. Desta forma, o envoltório, como é usualmente designado as camadas que não sofrem fusão, se expande gradualmente por conta da energia recebida do núcleo, levando a um aumento da luminosidade e a uma diminuição da temperatura efetiva da estrela. Enquanto isso, os recém gerados átomos de hélio se acumulam inertes no centro da estrela.

Uma vez que o hidrogênio é totalmente consumido no centro estelar, restando apenas He inerte e um pouco de hidrogênio em fusão nas camadas adjacentes ao núcleo, a quantidade de energia liberada diminui progressivamente. Isto faz com que o balanço das forças de gradiente de pressão e gravidade tendam para a última, o que leva a uma contração do envoltório da estrela. Com a contração do envoltório, a temperatura efetiva aumenta ligeiramente. Assim, a estrela inicia a fase de pós-Sequência Principal (pós-SP).

Com a compressão suficientemente grande, o núcleo estelar inerte composto de átomos

---

<sup>3</sup>Excluindo estrelas de Pop III, consideradas de metalicidade zero.

<sup>4</sup>Comumente, o fim da SP é chamada de TAMS, do inglês *Terminal Age Main Sequence*.

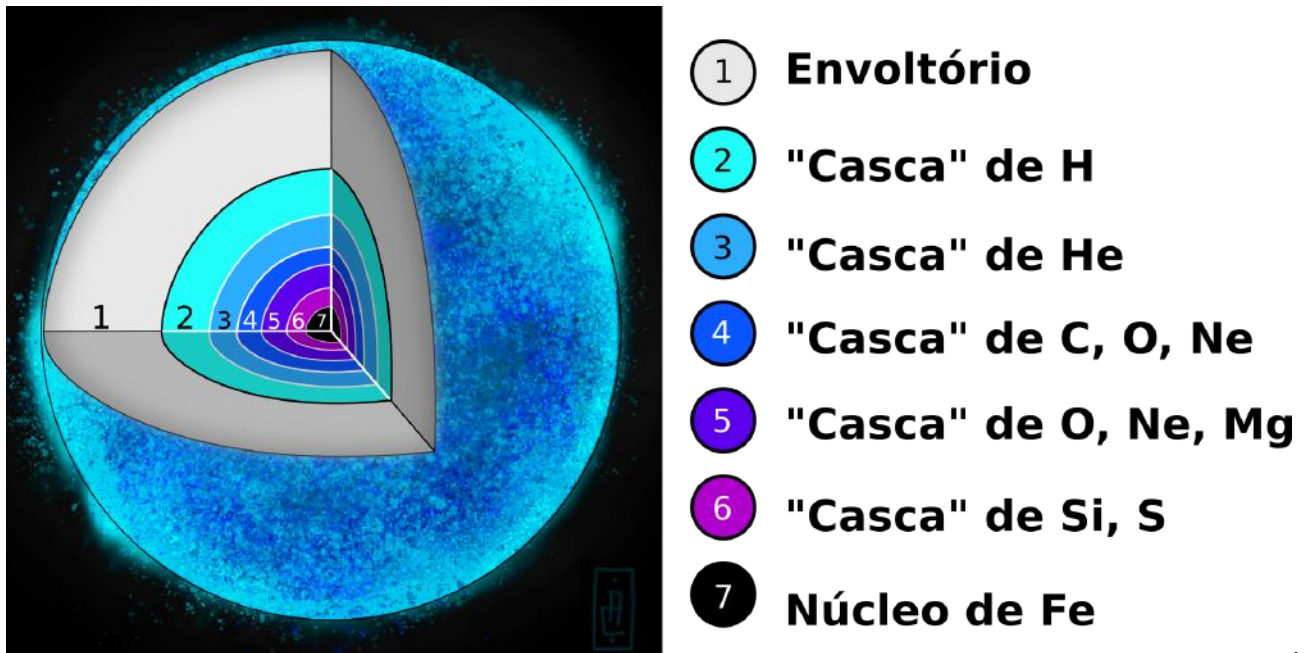


Figura 1.4: Modelo da Casca de Cebola – Representação esquemática e fora de escala da estratificação dos elementos em estágios finais de uma estrela de alta massa, com os elementos progressivamente mais pesados no centro. Releitura da figura 28.3 de [Maeder \(2009\)](#) e arte adaptada por Amanda da Costa.

de hélio passa a ter pressão e temperatura suficientes para fundi-los, através do processo Triplo-alfa, produzindo elementos mais pesados como carbono. Com a re-ignição da fusão no centro, o envoltório volta a receber mais energia, expandindo-se novamente de forma análoga à Sequência Principal; nas camadas adjacentes ao núcleo, ainda há fusão de hidrogênio.

Estrelas de alta massa ( $M > 8 M_{\odot}$ ) possuem um potencial gravitacional suficiente para gerar pressões em seu centro suficientes para que elementos mais pesados que o hélio sejam processados (e.g. carbono, neônio, silício, oxigênio), produzindo núcleos atômicos cada vez mais pesados, parando no ferro<sup>5</sup>. Similarmente às fases de fusão anterior, de hidrogênio e hélio, os elementos mais pesados são fundidos no centro estelar enquanto os mais leves se estratificam ao redor, também em processo de fusão – esse quadro é conhecido como o Modelo da Casca de Cebola, representado esquematicamente na figura 1.4.

Nas fases pós-Sequência Principal, a estrutura estelar é alterada significativamente e diversas vezes durante sua evolução. Dependendo da massa (e também de outros ingredientes como perda de massa, rotação, e metalicidade em um cenário mais complexo), algumas estre-

<sup>5</sup>A fusão do Fe é endotérmica, ou seja, consome mais energia do que é capaz de liberar.

las podem se tornar Supergigantes Vermelhas (RSGs, do inglês *Red Supergiants*), Wolf-Rayets (WR), passar por distintas fases de variabilidade e dar origem a diferentes remanescentes estelares.

Pelo fato de ao observar estrelas só podermos ter acesso a um instante infinitesimal de suas vidas, não se pode extrair a taxa com o qual esses objetos perdem massa ao longo de sua evolução. Assim, as taxas de perdas de massa utilizadas nos modelos são descritas por “receitas” de perdas de massa<sup>6</sup>, derivadas de propriedades que podem ser obtidas empiricamente (e.g. Luminosidade, Temperatura Efetiva, Metalicidade, etc), evidentemente ancorados em sólida base teórica.

Apesar desta abordagem representar simplificações e representar médias temporais da taxa de massa perdida de forma contínua, esta foi historicamente bem sucedida em descrever a evolução das estrelas de alta massa e explicar o que é observado (e.g. existência de WRs, características de populações estelares, etc). Ainda assim, é importante destacar que há diversos aspectos que impactam de forma significativa a evolução destes objetos mas não totalmente compreendidos, como erupções e outros eventos de perdas de massa repentinas e violentas – ver [Smith \(2014\)](#).

### 1.3 Estudando a Estrutura e a Evolução Estelar

Como quase tudo em Astronomia, a evolução de estrelas massivas é estudada com observações e modelos preditivos e/ou explicativos, ancorados na Física. Como não temos acesso ao interior estelar e sua estrutura, dependemos de modelos teóricos e simulações que ao descrever aquilo que é invisível, sejam capazes de explicar o que é observado como consequência.

Uma vez que a estrela está formada, a sua estrutura pode ser modelada pelas equações de estrutura estelar, tais como as equações 1.1 que representam a conservação de massa, momento, energia, transporte de energia e produção/destruição de elementos por fusão nuclear –

---

<sup>6</sup>Também conhecido como algoritmos de perda de massa. Tratam-se funções que descrevem uma média temporal de como as estrelas perdem massa.

para mais detalhes referentes a todas as variáveis, é sugerido ao leitor as referências [Kippenhahn et al. 2012](#) e [Maeder \(2009\)](#) – ancoradas principalmente na hidrodinâmica, termodinâmica e física nuclear. Este sistema de equações não pode ser resolvido analiticamente, sendo somente possível e praticável resolvê-lo numericamente, com auxílio de computadores e softwares.

$$\frac{\partial r}{\partial M_r} = \frac{1}{4\pi r^2 \rho} \quad (1.1)$$

$$\frac{\partial P}{\partial M_r} = -\frac{GM_r}{4\pi r^4 \rho} - \frac{1}{4\pi r^2} \frac{\partial^2 r}{\partial t^2}$$

$$\frac{\partial l}{\partial M_r} = \epsilon_{nuc} - \epsilon_\nu + \epsilon_{grav}$$

$$\frac{\partial T}{\partial M_r} = -\frac{GM_r T}{4\pi r^4 P} \nabla$$

$$\frac{\partial X_i}{\partial t} = \frac{m_i}{\rho} \left( \sum_j \mathbf{r}_{ji} - \mathbf{r}_{ik} \right) ; i = 1, 2, \dots, I$$

Desde pouco mais da metade do século passado, modelos computacionais são utilizados, com boa taxa de sucesso, para estudar a estrutura e a evolução estelar – é importante destacar que a teoria da evolução estelar foi e é uma das mais bem sucedidas na Astronomia. Ao longo do tempo, com o avanço tecnológico (e.g. telescópios, software, hardware), novos dados sobre as estrelas e sua física fizeram-se disponíveis. Assim os modelos, juntamente com os códigos de estrutura e evolução estelar, tornaram-se mais e mais completos e aprimorados a fim de explicar os fenômenos observados (e.g. inclusão de perda de massa, rotação, campos magnéticos).

Atualmente, diversos códigos, bastante sofisticados, de diferentes grupos de pesquisa são utilizados profissionalmente na Astrofísica Estelar, dentre eles, MESA, GENEC, FRANEC, STERN (ver por exemplo [Martins & Palacios 2013](#) que compara a evolução estelar de diferentes códigos). Nem todos estão disponíveis publicamente e as técnicas e implementação da física varia de



código para código. Neste trabalho, é utilizado o MESA (*Modules for Experiments on Stellar Astrophysics*), por ser um código aberto, gratuito e atualizado com o estado da arte da pesquisa em evolução estelar massiva – ver capítulo 2.

É importante mencionar que apesar de todos os fenômenos e processos físicos (e.g. ventos, campo magnético, instabilidades e convecção) que ocorrem nas estrelas serem essencialmente tridimensionais os códigos de evolução modelam a estrutura estelar de forma unidimensional. Mesmo em casos de estrelas com alta rotação, em que o corpo estelar tornaria oblato, é possível transformar coordenadas e variáveis, fazendo algumas aproximações, e modelar a estrela unidimensionalmente (ver [Maeder 2009](#)). No entanto, ao fazer tais aproximações, há a necessidade de utilizar parâmetros livres e parametrizações (e.g. “overshooting” e perda de massa) para descrever a estrutura e evolução estelar, que precisam ser derivados a partir de observações, calibrações e/ou simulações.

Isso é feito devido ao fato de ainda ser impraticável computacionalmente e consideravelmente difícil do ponto de vista teórico evoluir um modelo multidimensional de estrelas de alta massa do começo da SP até os estágios terminais. De fato, existem trabalhos em que modelos tridimensionais de estrelas são utilizados como forma de obter valores para alguns parâmetros livres (ver [Meynet et al. 2016](#) e artigos lá citados), no entanto se restringem a apenas algumas etapas da evolução.

## 1.4 Objetivos

Como já mencionado anteriormente, ao longo dos anos, diversos processos físicos, antes considerados secundários na evolução das estrelas de alta massa, foram revelados como fundamentais e determinantes para as trajetórias evolutivas e destinos finais destas. Um desses ingredientes físicos são as taxas de perda de massa que essas estrelas apresentam.

Pelo fato da perda de massa nessas estrelas serem muito elevadas, ao longo de sua trajetória evolutiva elas podem perder frações significativas de sua massa. Portanto, modelos

que não incluam perdas de massa poderão apresentar evoluções bastante diferentes daqueles que a incluam.

Como não é possível acompanhar a evolução de uma estrela real e verificar diretamente sua perda de massa, nos modelos e códigos de evolução estelar, as taxas de perda de massa são implementadas através de funções parametrizadas de propriedades observáveis da estrela (e.g. Luminosidade, Temperatura Efetiva, Metalicidade, etc). Apesar do sucesso histórico desta abordagem, que representa perdas de massa médias e contínuas no tempo, diversos aspectos acabam não sendo considerados, como eventos de perdas de massa repentinos e de curta duração, experimentado por estrelas de alta massa em determinados estágios evolutivos, cujos mecanismos físicos ainda não são totalmente compreendidos – ver [Smith \(2014\)](#).

O objetivo deste projeto final de curso foi aprender a utilizar o código de evolução estelar MESA e então estudar um problema interessante no que diz respeito às estrelas de alta massa, mais especificamente na fase Supergigante Vermelha (RSG, uma fase pós-SP). O conhecimento e experiência adquiridos neste código poderão servir como uma base sólida para pesquisar e estudar problemas em aberto na Astrofísica (evolução em binárias, estrelas de população III, estrelas supermassivas, etc).

O foco deste trabalho é fazer a comparação entre as massas espectroscópicas de RSGs galácticas, obtidas via espectroscopia e modelos de atmosferas, e as massas evolutivas para esta mesma fase, dadas por trajetórias evolutivas geradas com o MESA. Através desta comparação seria possível inferir se as taxas de perdas de massa implementadas em modelos de evolução estelar estariam muito elevadas ou não. A metodologia é discutida na seção seguinte.

Todos os arquivos, gráficos e estudos relevantes realizados neste Trabalho de Conclusão de Curso estão disponíveis neste repositório do GitHub: <https://github.com/MathBern/Massive-Stellar-Evolution--Mass-Loss-and-Red-Supergiants-Properties>.

# Capítulo 2

## Metodologia

### 2.1 Ferramentas Utilizadas

Neste trabalho de conclusão de curso, o código de evolução estelar **MESA**<sup>7</sup>, versão r9575 (Paxton et al. 2010, 2013, 2015), foi a principal ferramenta utilizada. Este software foi escolhido por ser gratuito, de código aberto, atualizado em relação ao estado-da-arte, e amplamente utilizado nesta área de pesquisa (somando mais de 1500 citações). O **MESA** é escrito na linguagem de programação Fortran 95 e foi desenvolvido para Sistemas Operacionais UNIX.

Assim, o sistema operacional e ambiente de trabalho utilizados foram as distribuições Linux Ubuntu 16.04 e 14.04 (ambas perfeitamente compatíveis com o **MESA**), em um notebook Dell 9859756 e um *desktop* Dell Vostro 260s respectivamente. Nestes computadores, as trajetórias levavam de horas a dias dependendo de parâmetros computacionais e complexidade do modelos.

---

<sup>7</sup>Recomenda-se ao leitor interessado a explorar exhaustivamente o website oficial do código: <http://mesa.sourceforge.net/>.

### 2.1.1 Familiarização com o MESA

As trajetórias evolutivas são geradas através da resolução numérica das equações de estrutura interna que constituem o modelo estelar. A partir de condições iniciais e parâmetros de configuração – e.g. tolerância numérica, ativação de processos físicos – os modelos são evoluídos temporalmente até uma determinada condição de parada.

O MESA, assim como todos códigos de evolução estelar, fazem a aproximação unidimensional, ou seja, as propriedades do modelo estelar variam radialmente. Devido à natureza computacional, a estrutura estelar (as propriedades e parâmetros físicos) é discreta, dividida em "células"<sup>8</sup> e a variação temporal ocorre de forma discreta por passos temporais – ver figura 2.1. Tanto o número de células como o tamanho dos passos podem ser controlados e variam ao longo da execução do código para gerar uma trajetória.

As condições físicas iniciais, de parada e parâmetros de configuração são o *input* do código, inseridos nos arquivos de comando (estrutura *'namelist'* do Fortran), tipicamente chamados de `inlist` no contexto do MESA. Já a trajetória e a estrutura estelar em diferentes momentos da evolução são gravados nos arquivos, usualmente denominados: **history.data** e **profile.data**, respectivamente.

Além disso, o MESA como um programa aberto permite alterações no código de acordo com a necessidade do usuário – e.g. adicionar, desligar ou alterar processos físicos, inserir novos controles, obter *outputs* além dos já preestabelecidos por padrão. As alterações podem ser feitas dentro da própria estrutura do código, entretanto é recomendado que sejam programadas em um arquivo já designado para inserir tais alterações, denominado `run_star_extras.f90`.

### Comparação MESA vs Outros Códigos

Como forma de aprendizado e familiarização com a estrutura do MESA e os arquivos de entrada e saída, bem como conhecer a metodologia de pesquisa nesta área e o estado-da-arte, foram

---

<sup>8</sup>Outras nomenclaturas frequentemente utilizadas: zonas, grade, *mesh*.

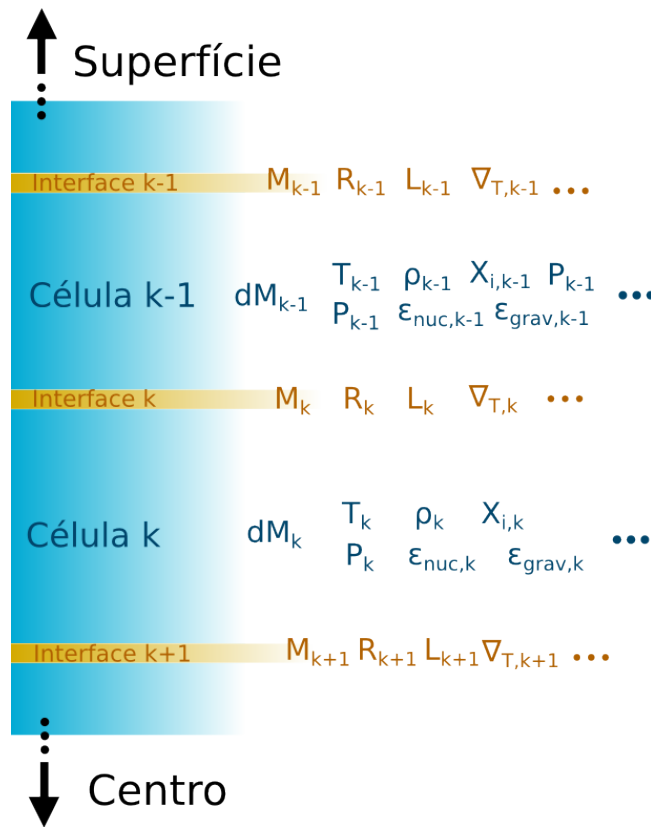


Figura 2.1: Representação Esquemática da Estrutura do Modelo no MESA.

**Grandezas de interface das células**  $M_k$ : Coordenada de massa.  $R_k$ : Coordenada radial (em distância).  $L_k$ : Luminosidade total saindo/entrando na célula  $k$ .  $\nabla_{T,k}$ : Gradiente de temperatura entre as células  $k$  e  $k - 1$

**Grandezas internas das células**  $dM_k$ : fração de massa presente na célula  $k$ .  $T_k$ : Temperatura da célula.  $P_k$ : Pressão dentro da célula..  $\rho_k$ : densidade  $k$ .  $X_{i,k}$ : Fração do elemento químico  $i$  na célula  $k$ .  $\epsilon_{nuc,k}$  e  $\epsilon_{grav,k}$ : densidade energia nuclear e gravitacional respectivamente na célula

Explicações mais detalhadas encontram-se nos artigos de apresentação do código: Paxton et al. (2010, 2013, 2015)

feitas comparações de trajetórias evolutivas MESA com os códigos GENEC<sup>9</sup> e STERN<sup>10</sup>, baseado no trabalho de Keszthelyi et al. (2017).

Apesar de a física utilizada nos modelos ser essencialmente a mesma (considerando modelos estelares que levam em conta os mesmos processos físicos; e.g. rotação, campo magnético, etc), diferentes códigos utilizam diferentes métodos e técnicas para implementá-las e calcular numericamente os resultados; portanto, diferenças nos *outputs* de códigos distintos podem existir. Em geral, as diferenças para a SP são menores, em oposição às fases pós-SP cujas condições físicas são mais complicadas de serem modeladas – o que ilustra algumas incertezas

<sup>9</sup>[https://obswww.unige.ch/Research/evol/tables\\_grids2011/](https://obswww.unige.ch/Research/evol/tables_grids2011/) e Ekström et al. (2012).

<sup>10</sup><https://homepage.univie.ac.at/ines.brott/download/> e Brott et al. (2011).

da evolução estelar; ver [Martins & Palacios \(2013\)](#).

As comparações se restringem apenas à Sequência Principal e aos estágios iniciais da pós-SP. Os parâmetros físicos iniciais dos modelos são os mesmos do trabalho de [Keszthelyi et al. \(2017\)](#) e estão resumidos na tabela 2.1. Os resultados das comparações e discussões a respeito destes encontram-se no capítulo 3

Tabela 2.1: Parâmetros Físicos e Condições Iniciais das Comparações entre Códigos

Código	GENEC	STERN	MESA
$Z_{ZAMS}$	0.014	0.0088	<b>respectivo</b>
$\alpha_{MLT}$	1.6 e 1.0	1.5	<b>respectivo</b>
Crit.Instabilidade	Schwarzschild	Ledoux	<b>respectivo</b>
Opacidades	OPAL	OPAL	OPAL
$\alpha_{OV}$	0.1	0.335	<b>respectivo</b>
$\alpha_{Semi}$	–	1.0	<b>respectivo</b>
Reações Nucleares	NACRE	próprio	NACRE   REACLIB
Transporte de Momento Angular	advectivo-difusivo	difusivo	difusivo
Mecanismo de Mistura Química	difusivo	difusivo	difusivo
Campo Magnético Interno	–	Spruit-Tayler	<b>respectivo</b>
Algoritmos de Perda de Massa	<a href="#">Vink et al. (2001)</a>	<a href="#">Vink et al. (2001)</a>	<a href="#">Vink et al. (2001)</a>

**respectivo** significa que o parâmetro/valor inserido como entrada no MESA é igual ao da comparação correspondente.  $\alpha_{OV}$  representa o parâmetro de *overshooting*, i.e. transporte de material além dos limites da região convectiva por inércia.

$\alpha_{Semi}$  representa o parâmetro de semi-convecção (quando o Critério de Instabilidade de Schwarzschild e o de Ledoux não são atendidos simultaneamente).

$\alpha_{MLT}$  representa o parâmetro de comprimento da mistura (*Mixing-Lenght Theory*).

OPAL ([Iglesias & Rogers 1993, 1996](#)), NACRE ([Angulo et al. 1999](#))

o GENEC aplica  $\alpha_{MLT} = 1.6$  para  $M_{ZAMS} < 40M_{\odot}$  e  $\alpha_{MLT} = 1.0$  para  $M_{ZAMS} \geq 40M_{\odot}$ .

O conhecimento adquirido nesta etapa, assim como em artigos e discussões no fórum de discussão do MESA, foi utilizado para estudar o problema físico de interesse.

## 2.2 Avaliação da Perda de Massa

Como mencionado anteriormente no subcapítulo 1.4 da Introdução, as perdas de massa em códigos de evolução estelar são modeladas como funções parametrizadas de propriedades físicas das estrelas que podem ser inferidas via observação – e.g. luminosidade, temperatura efetiva e metalicidade.

Assim, para verificar se as taxas de perda de massa ao longo da evolução dos modelos estão ou não muito elevadas, foi feita a comparação das massas dadas pelas trajetórias evolutivas, geradas com o MESA, com base no trabalho de [Meynet et al. \(2015\)](#) com a massa obtida via espectroscopia e modelos de atmosferas de uma amostra de RSGs galácticas de [Levesque et al. \(2005\)](#).

### 2.2.1 Amostra de Supergigantes Vermelhas Observadas

A amostra de [Levesque et al. \(2005\)](#) foi escolhida porque além de possuir um número relativamente grande de supergigantes vermelhas (totalizando 70 viáveis para a utilização neste trabalho) apresenta uma calibração de temperatura efetiva atualizada e em melhor acordo com os modelos teóricos (trajetórias) para esta fase.

A tabela [B.1](#) no apêndice [B](#) contem as informações relevantes para este trabalho derivadas da tabela original do artigo de [Levesque et al. \(2005\)](#) (Tabela 4). Alguns dados (incertezas e luminosidade) não constavam na tabela original e foram deduzidos. Neste mesmo apêndice também há informações sobre as principais características físicas de estrelas do tipo supergigante vermelha, para uma melhor contextualização.

### 2.2.2 Breve Análise Exploratória da Amostra

Com a finalidade de conhecer a amostra, foram feitas alguns gráficos para visualizar o perfil da amostra e algumas características dela. É possível notar, por exemplo, na figura [2.2a](#) que as temperaturas efetivas são bastante concentradas em número em torno de  $\log_{10}(T_{\text{eff}}/\text{K}) \sim 3.56$  e se estendendo até  $\log_{10}(T_{\text{eff}}/\text{K}) \sim 3.63$ .

Pode-se observar que as massas [2.2c](#) concentram-se em valores valores mais baixos, por volta de  $15 M_{\odot}$  e tornam-se escassas em massas mais altas, em concordância com o fato de estrelas de massas muito elevadas serem mais raras, previsto pelas funções de massa inicial (IMFs).

Por esta mesma análise, verifica-se imediatamente que há estrelas com massa próximo a  $30 M_{\odot}$ , que num cenário de evolução solitária de um modelo, só pode ser atingida por massas maiores ou iguais a  $30 M_{\odot}$ .

O raio efetivo<sup>11</sup> e luminosidades, figuras 2.2d e 2.2b não são diretamente utilizados no problema investigado, porém são mostrados para fins de visualização e aquisição de intuição física acerca das supergigantes vermelhas.

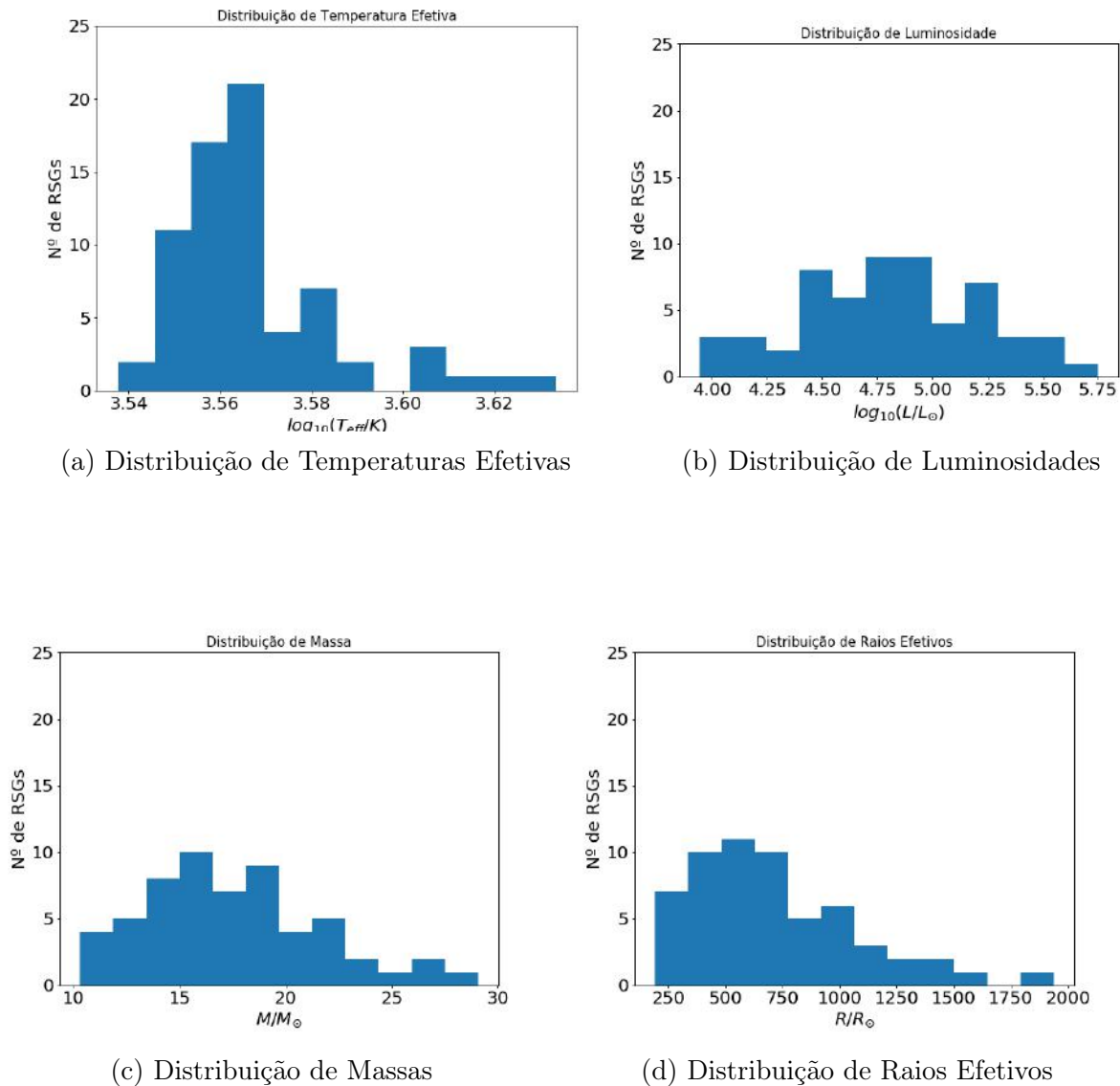


Figura 2.2: Distribuição de Propriedades Físicas da Amostra

<sup>11</sup>calculado via Lei de Stefan-Boltzmann



### 2.2.3 Parâmetros Físicos dos Modelos

Os parâmetros físicos e perdas de massa que foram utilizados neste trabalho são do artigo de [Meynet et al. \(2015\)](#) e [Ekström et al. \(2012\)](#), que investiga consequências de implementar taxas de perdas de massa aumentadas por fatores de 1, 10 e 25 vezes na fase de RSG, a fim de levar em conta eventos de grande perda de massa repentinos e de curta duração, o que é comum a esta fase evolutiva.

Tabela 2.2: Parâmetros Físicos e Condições Iniciais

$M_{ZAMS}$	Rotação Inicial	Y	Z	$\alpha_{OV}$	$\alpha_{MLT}$	Crit.Instabilidade
12 $M_{\odot}$	262 km/s					
15 $M_{\odot}$	271 km/s					
20 $M_{\odot}$	274 km/s				1.6	
25 $M_{\odot}$	295 km/s	0.266	0.014	0.1		Schwarzschild
32 $M_{\odot}$	306 km/s					
40 $M_{\odot}$	314 km/s					
60 $M_{\odot}$	346 km/s				1.0	

$\alpha_{OV}$  representa o parâmetro de *overshooting*, i.e. transporte de material além dos limites da região convectiva por inércia.

$\alpha_{MLT}$  representa o parâmetro de comprimento da mistura (*Mixing-Lenght Theory*) além desses, As Tabelas de Opacidade e Redes de Reação Nuclear utilizadas são OPAL e NACRE respectivamente.

Os parâmetros físicos e condições iniciais para cada modelo estão listados na tabela 2.2. As “receitas” de perda de massa utilizadas são de [Vink et al. \(2001\)](#) e/ou de [Jager et al. \(1988\)](#) para fases pré-RSG enquanto que para a fase de RSG<sup>12</sup> é utilizado um algoritmo derivado do ajuste linear dos dados dos trabalhos de [Sylvester et al. \(1998\)](#) e [van Loon et al. \(2005\)](#). Além disso, estabelecemos que quando a luminosidade estelar excede em 5 vezes a Luminosidade de Eddington<sup>13</sup> a taxa de perda de massa é multiplicada por um fator de 3. Na figura 2.3 são mostrados esquematicamente os algoritmos de perda de massa utilizados.

<sup>12</sup>Neste contexto, o modelo estar na *fase de RSG*. não significa que trata-se de uma estrela tipo espectroscópico M I espectroscopicamente. Trata-se apenas de uma definição baseada na faixa de temperatura típica para estrelas deste tipo

<sup>13</sup>Luminosidade limite em que a pressão de radiação é capaz de vencer a gravidade:  $L_{Edd} = 4\pi GMc\kappa^{-1}$ .

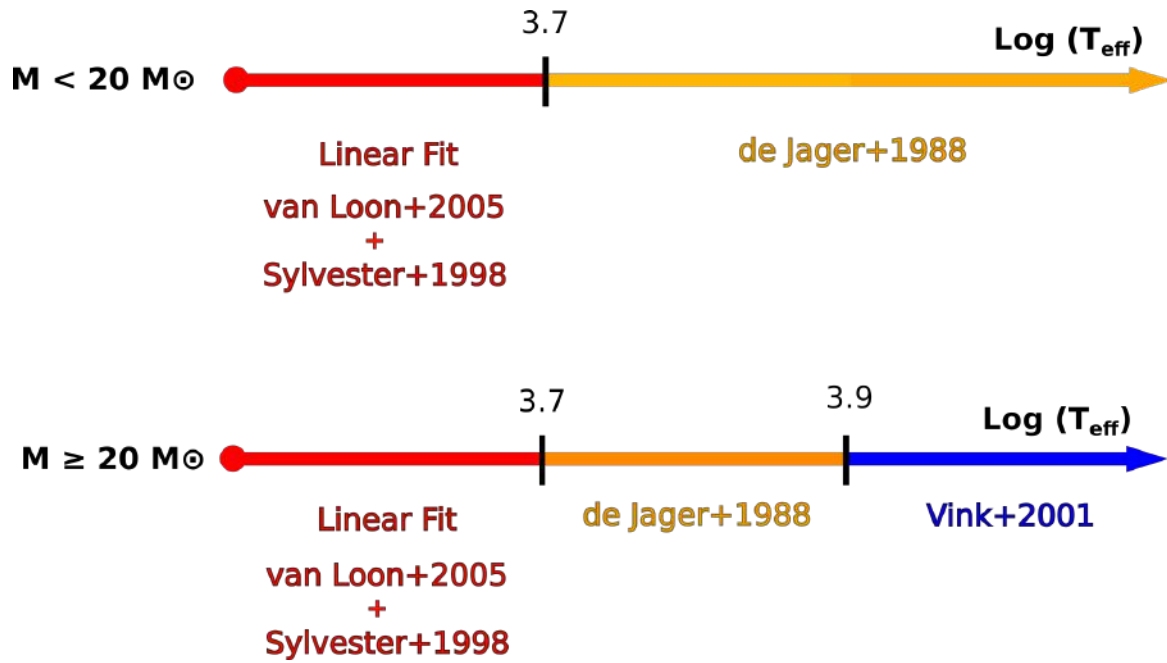


Figura 2.3: Receitas de perda de massa utilizados nos modelos.

A região em vermelho ( $\log_{10}(T_{\text{eff}}/\text{K}) < 3.7$ ) corresponde a fase de RSG, como definida em [Meynet et al. \(2015\)](#)

## 2.2.4 Parâmetros Numéricos e Resolução

Assim, como em qualquer modelagem numérica, a escolha de diferentes resoluções espaciais, passos temporais e parâmetros de tolerância numérica impactam o resultado final – em alguns casos podem alterar significativamente a evolução do modelo.

Para garantir que a escolha de diferentes resoluções espaciais e temporais não influenciassem a resposta à questão proposta – i.e. As taxas de perdas de massa estão muito elevadas? – foram realizados uma série de testes e avaliações de trajetórias envolvendo diferentes resoluções espaciais para modelos de mesmas condições físicas iniciais.

### Controle de Passo Temporal

Neste trabalho, a escolha de passo temporal se baseou nos trabalhos de [Renzo et al. \(2017\)](#) e discussões no fórum do MESA, que incluem os próprios desenvolvedores do código, a respeito deste tópico.

Primeiramente foi estabelecido que o passo temporal seria dado pelo mínimo avaliado entre a Escala de Tempo de Kelvin-Helmholtz<sup>14</sup> e a “Escala de Perda de Massa”, definido como a razão entre a massa estelar e a perda de massa no instante em que é feita a avaliação – equações 2.1. Desta forma, evita-se que passos temporais sejam maiores que escalas de tempo de processos físicos importantes (e.g. ajuste da estrutura após a estrela perder muita massa, energia liberada pela ignição da fusão de um novo elemento no núcleo, etc) e evita-se o uso de passos temporais demasiadamente curtos que demandariam muitos dias para a finalização de uma trajetória.

$$\Delta t \leq \min(\tau_{KH}, \tau_{\dot{M}}) \quad (2.1)$$

$$\tau_{KH} \equiv \frac{3 GM^2}{4 RL} \qquad \tau_{\dot{M}} \equiv \frac{M}{|dM/dt|}$$

Em seguida, foi imposto a condição que a variação máxima das quantidades em cada “célula” da estrela seria igual  $10^{-4}$ , ou seja, propriedades como pressão, densidade, temperatura, etc, não poderiam variar mais do que esse valor em uma única célula qualquer do modelo de um instante a outro.

### Valores de Resolução Espacial

Em relação à resolução espacial, o parâmetro avaliado foi `max_dq`, que representa o maior valor que uma fração de massa da estrela pode admitir (ver esquematicamente na figura 2.4), portanto, determinando o número mínimo de camadas do modelo estelar – e.g. se `max_dq` = 0.001 então o número de células será no mínimo 1000.

É importante ressaltar que no MESA a resolução espacial significa o número de subdivisões (camadas) em coordenadas de massa do modelo estelar (abordagem lagrangiana); a

---

<sup>14</sup>Escala de tempo para a estrela entrar em equilíbrio após uma perturbação pequena.

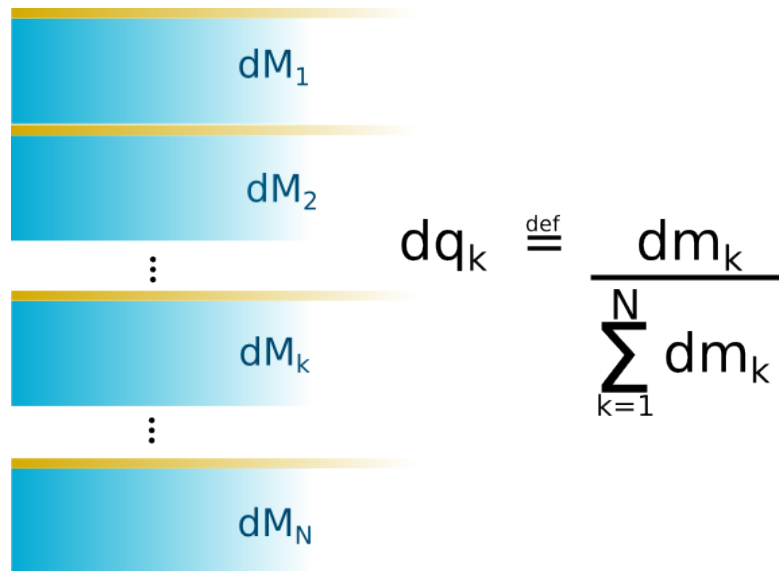


Figura 2.4: Representação esquemática da definição do parâmetro  $dq_k$ , que corresponde à fração de massa da camada  $k$

relação entre massa e raio são dadas pela equação 2.2, onde  $dM_r$  é a massa contida em um raio  $r$  e  $\rho$  é a densidade de massa local:

$$dM_r = 4\pi\rho(r)r^2 dr. \quad (2.2)$$

### Rotação Inicial e Resolução Espacial

O primeiro passo para verificar se as trajetórias evolutivas são afetadas pela resolução espacial é garantir que os modelos tenham as mesmas condições físicas no começo da evolução. No MESA, dentre os parâmetros físicos iniciais, apenas a rotação equatorial inicial é "pré-evoluída", ou seja, o valor inserido no *input* do código não é exatamente o valor que o modelo inicial terá devido ao processo de ajustes iniciais da estrutura.

Assim, para cada modelo, trajetórias com diferentes resoluções espaciais foram produzidos, cobrindo apenas os primeiros milênios da vida estelar ( 0.05% da vida de uma estrela de alta massa típica), após o relaxamento inicial.

Os resultados abaixo (figura 2.5) mostram que diferentes resoluções não alteram de forma significativa a velocidade de rotação inicial do modelo.

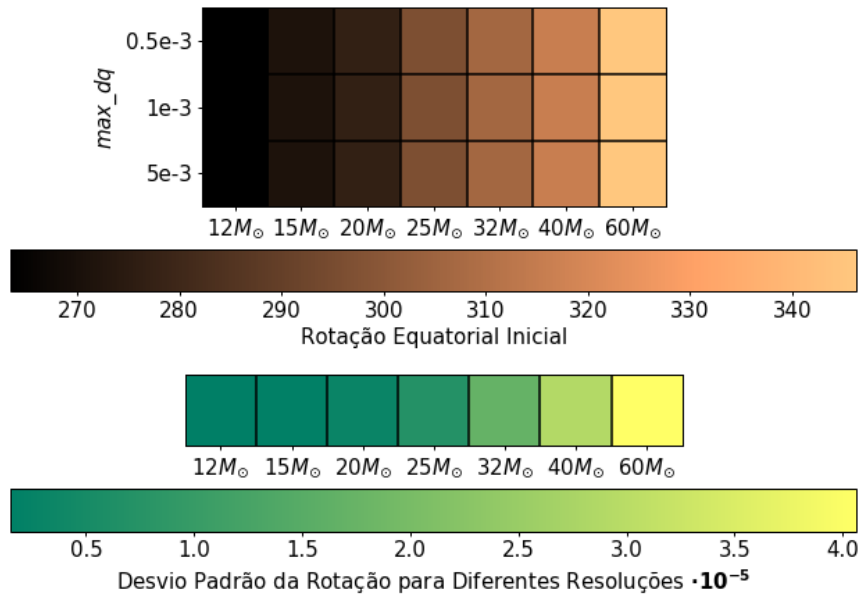


Figura 2.5: Velocidade de rotação equatorial inicial de modelos de diferentes  $M_{ZAMS}$  para diferentes valores de resolução espacial

### Impacto da Resolução na Evolução

Garantindo que os modelos possuam as mesmas condições físicas iniciais testamos se diferentes resoluções espaciais poderiam afetar as massas finais da trajetória na fase de RSG, caso o modelo adentrasse esta fase antes da condição de parada ( $\log_{10}(T_{\text{eff}}/\text{K}) \geq 9$ ).

Na figura 2.6 temos a evolução temporal das massas de cada modelo com diferentes  $M_{ZAMS}$  e  $\text{max\_dq}$  gerado após este entrar na fase de RSG. É possível observar que para a maioria trajetórias não possuem muita variação com a resolução, com exceção de alguns casos:

- **Modelo de  $M_{ZAMS} = 32 M_{\odot}$**  – Somente a versão com a resolução de  $\text{max\_dq} = 0.005$  não se tornou RSG.
- **Modelo de  $M_{ZAMS} = 25 M_{\odot}$**  – A versão de  $\text{max\_dq} = 0.001$  não completou a evolução (interrompida no fim da Sequência Principal), por ultrapassar o limite de tentativas de evoluir modelo para o instante seguinte. As trajetórias que completaram a evolução divergiram nos momentos finais (ver trajetórias em verde na figura 2.7).

- **Modelo de  $M_{\text{ZAMS}} = 40 M_{\odot}$**  – Ocorreu uma diferença de  $2 M_{\odot}$  na fase de RSG devido a diferenças na resolução espacial.

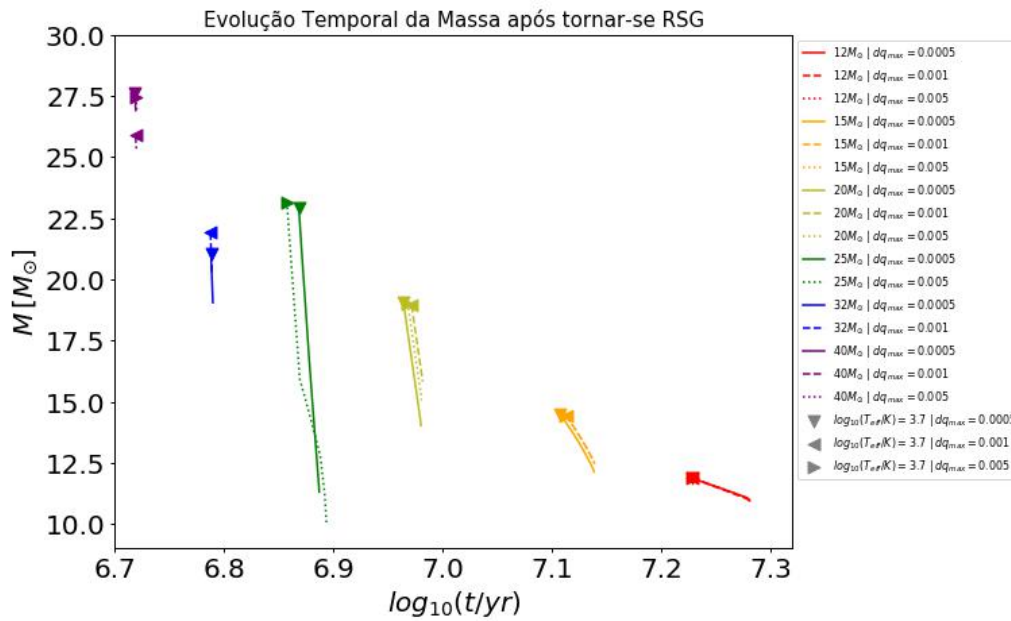


Figura 2.6: Evolução temporal dos modelos após adentrarem a fase de RSG (quando ocorre) até a condição de parada. Os triângulos representam o instante em que os modelos se tornam RSG pela primeira vez, portanto, modelos que não adentram esta fase não estão representados. Na figura a evolução temporal das massas termina somente na condição de parada.

Como mencionado anteriormente neste trabalho e discutido nos artigos de [Farmer et al. \(2016\)](#) e [Renzo et al. \(2017\)](#), diferentes parâmetros e controles de resolução podem alterar a evolução. No entanto, tais discrepâncias não impactam significativamente o resultado das comparações como discutido no capítulo 3.

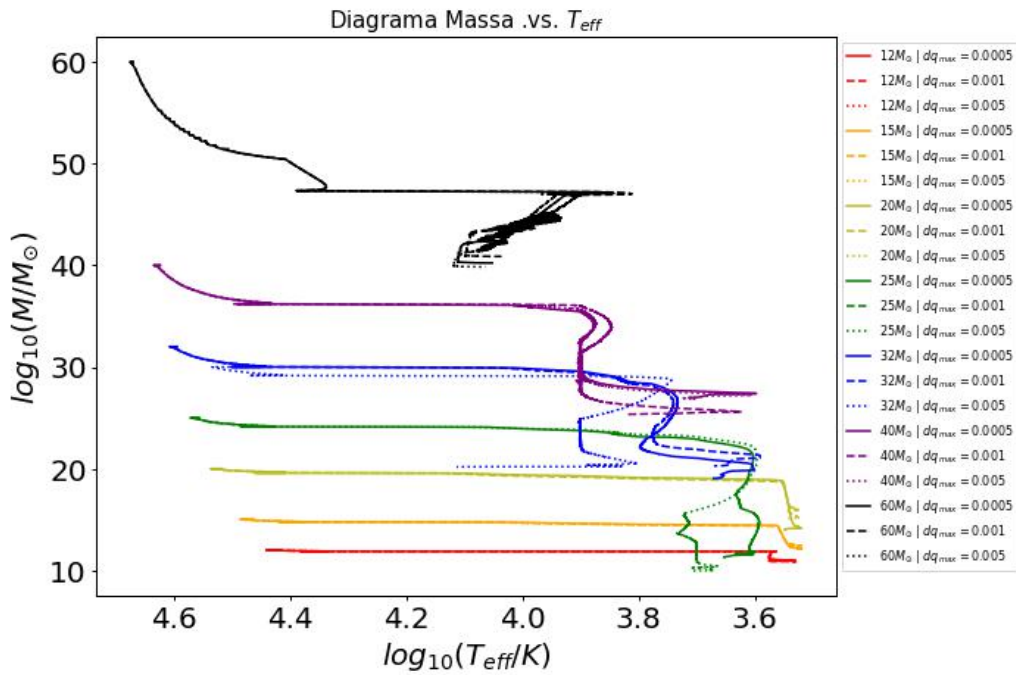


Figura 2.7: Diagrama de Massa *versus* Temperatura Efetiva para Diferentes Resoluções

No caso do modelo de  $M_{ZAMS} = 32 M_{\odot}$ , apesar da discrepância na trajetória para diferentes resoluções, a versão que adentra a fase evolutiva de RSG o faz quando sua massa já é menor que a massa do modelo de  $M_{ZAMS} = 25 M_{\odot}$  nesta mesma fase, o que não influencia a comparação com RSGs observadas – ver figura 2.7.

Após verificar o impacto da escolha da resolução das trajetórias evolutivas, foi feito a comparação com as massas inferidas das RSGs de Levesque et al. (2005). No capítulo 3 é mostrado o resultado e feita a discussão.

# Capítulo 3

## Resultados e Discussão

### 3.1 Comparações MESA *vs.* Outros Códigos

#### 3.1.1 MESA *vs.* GENEC (Sem Rotação)

Os resultados da comparação das trajetórias de MESA e GENEC na SP estão resumidos na figura 3.1. Em 3.1a tem-se a comparação das trajetórias no Diagrama Hertzsprung-Russel (DHR), uma das principais ferramentas para visualizar e avaliar quantidades observáveis da evolução de estrelas e, na imagem 3.1b, a diferença do tempo de esgotamento do hidrogênio central ( $H_{cen}$ ), que marca o fim da Sequência Principal.

É possível notar que as trajetórias seguem bastante similares no DHR, assim como o tempo de queima do  $H_{cen}$ , cujas diferenças não chegam a 7%.

#### 3.1.2 MESA *vs.* STERN (Com Rotação)

Analogamente ao caso anterior, os resultados estão resumidos na figura 3.2, em que 3.2a mostra a comparação das trajetórias no DHR, e 3.2b, os tempos de depleção do  $H_{cen}$ .

Nesta comparação, verifica-se que as trajetórias evolutivas não permaneceram tão



similares quanto à anterior, assim como as diferenças no tempo de consumo do  $H_{cen}$ , que neste caso chegam a 17%. Apesar disto, há um razoável acordo na evolução dos modelos com massas iniciais ( $M_{ZAMS}$ ) menores que  $50M_{\odot}$ .

O progressivo desacordo das trajetórias com o aumento da massa inicial dos modelos revela uma dificuldade da modelagem de estrelas de mais alta massa, uma vez que as escalas de tempo dos processos físicos diminuem, enquanto as de energia aumentam, favorecendo instabilidades físicas e computacionais.

Neste caso, diferenças maiores são esperadas porque a inclusão da rotação torna os modelos mais complexos e por se tratar de códigos distintos que possuem diferentes arquiteturas e formas de implementar processos físicos.

### 3.1.3 Considerações Gerais

Como principal resultado das trajetórias comparadas, tem-se que: à medida que as massas dos modelos aumentam e quando se compara modelos com rotação, verifica-se que o acordo entre as trajetórias diminuem. Este resultado é esperado, uma vez que massas mais elevadas e a inclusão da rotação introduzem complexidade aos modelos, além de tratarem-se de códigos diferentes.

Além disto, uma consequência importante para o estudo da evolução destas estrelas é a revelação que ao modelá-las é necessário estar especialmente atento às possíveis complicações computacionais e ao tratamento dos processos físicos para garantir que os resultados sejam fisicamente mais robustos e válidos. Este assunto é destrinchado na seção 2.2.4, no contexto da avaliação da perda de massa dos modelos – seção 2.2).

## 3.2 Comparação Massas Evolutivas e Espectroscópicas

Como resultado da comparação entre as massas evolutivas<sup>15</sup> e espectroscópicas (derivadas de calibração e modelos de atmosferas) foi obtido que 37% das supergigantes vermelhas (RSGs) observadas não são explicadas pelas trajetórias no Diagrama Massa *vs.* Temperatura Efetiva – figura 3.3. Ou seja, o conjunto de trajetórias não intersecciona as RSGs observadas dentro das margens de erro em massa e temperatura efetiva.

Apesar de as trajetórias não interseccionarem a parte mais pesada da amostra, na mesma figura (2.7) é possível notar que o modelo de  $40 M_{\odot}$  atinge a fase de RSG ( $\log_{10}(T_{\text{eff}}/\text{K}) < 3.7$ ) com massa compatível com as das estrelas observadas, estando estas apenas poucos *dex* de temperatura efetiva mais frias – a razão pelo qual isto ocorre não é discutida neste trabalho, porém pode representar um resultado interessante a ser investigado futuramente.

O resultado obtido, portanto, mostra que as RSGs de mais alta massa observadas seriam originadas e estrelas com massa inicial próximo de  $40 M_{\odot}$ . Isto no entanto, não encontra respaldo nas Funções de Massa Inicial (IMF, do inglês *Initial Mass Function*), que preveem a existência de muito poucas estrelas de massa tão elevadas em comparação com as demais. Além deste fato, pela figura 2.6 é mostrado que este modelo permanece pouco tempo na fase de RSG, o que diminui ainda mais a probabilidade desta seção da amostra ter a origem descrita.

Assim, os resultados e a interpretação descrita acima indicam que as taxas de perda de massa utilizadas (sem fatores multiplicativos) estariam demasiadamente elevadas, já que somente estrelas com  $M_{ZAMS}$  muito altas ( $40 M_{\odot}$ ) podem potencialmente produzir RSGs com massas compatíveis com a fração de maior massa da amostra. Em outras palavras, tais objetos na fase pós-SP e pré-RSG possuem massa e a estrutura para seguir a evolução como RSG posteriormente; Cabe notar que o caso contrário ocorre com modelo de  $M_{ZAMS} = 60 M_{\odot}$ , que não se torna supergigante vermelha.

Desta forma, mais uma vez é mostrado que nem sempre as perdas de massa utilizadas

---

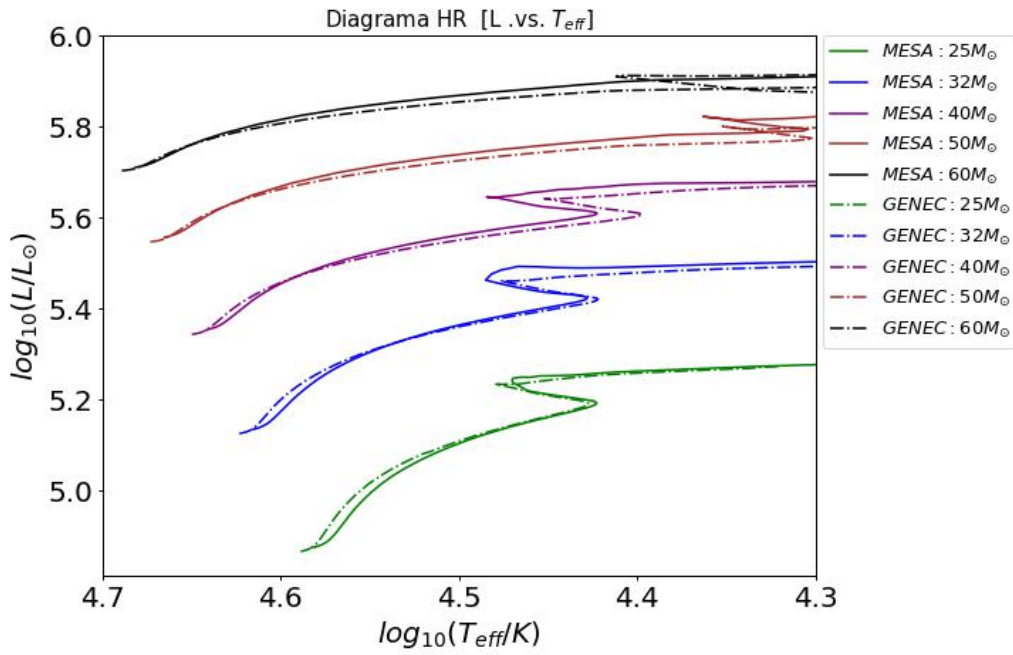
<sup>15</sup>Nesta comparação, escolheu-se a versão das trajetórias cujas massas na fase de RSG ( $\log_{10}(T_{\text{eff}}/\text{K}) < 3.7$ ) são as maiores – ver figura 2.7.

nos códigos são condizentes com as observações. No caso das estrelas O, por exemplo, [Martins et al. \(2005\)](#) e [Marcolino et al. \(2009\)](#) mostram que as taxas de perda de massa de [Vink et al. \(2001\)](#) estão muito elevadas – trata-se do problema dos ventos fracos. Estudos assim são extremamente importantes porque a evolução de uma estrela e suas propriedades observadas podem depender bastante de sua perda de massa.

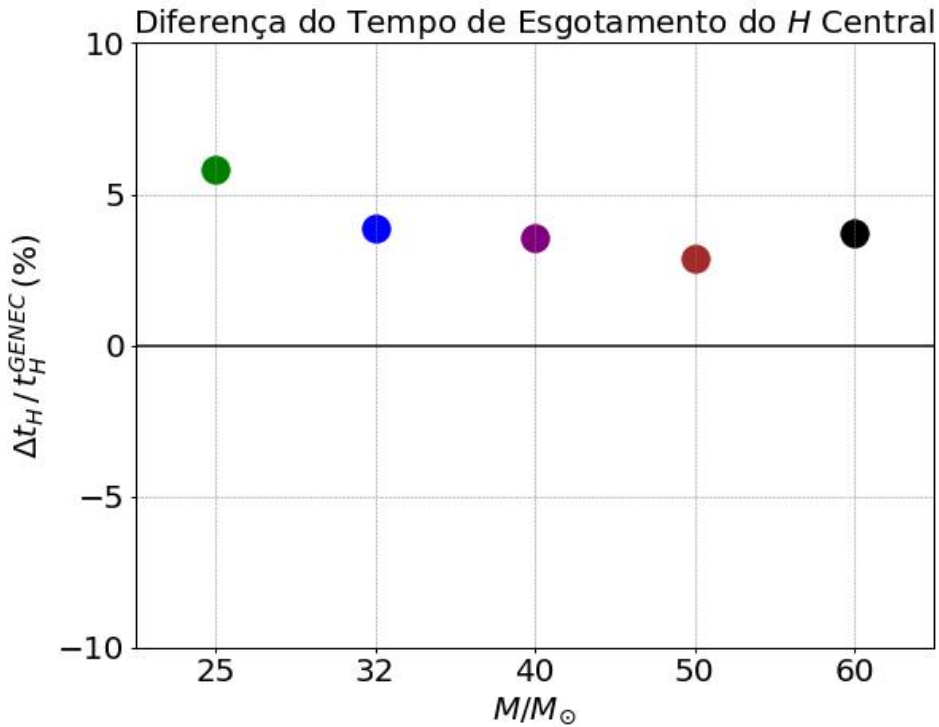
Ainda assim, é importante expor que o contexto abordado neste trabalho é o de estrelas solitárias verdadeiras (estrelas solitárias desde o nascimento ou, mais provavelmente, de binárias de longo período<sup>16</sup> que não sofrem alterações significativas em sua estrutura e evolução de outros objetos – ver [de Mink et al. 2011](#)). Como exposto na Introdução (cap. 1), estrelas de alta massa tendem a estar, ou ter estado, em sistemas binários e com grandes chances ter interagido com outrem, portanto pode haver outros cenários que explicam as RSGs de maior massa – que fogem ao escopo deste trabalho, mas que são interessantes de serem pesquisados.

---

<sup>16</sup>Pela 3ª Lei de Kepler o quadrado do período é proporcional ao cubo da distância



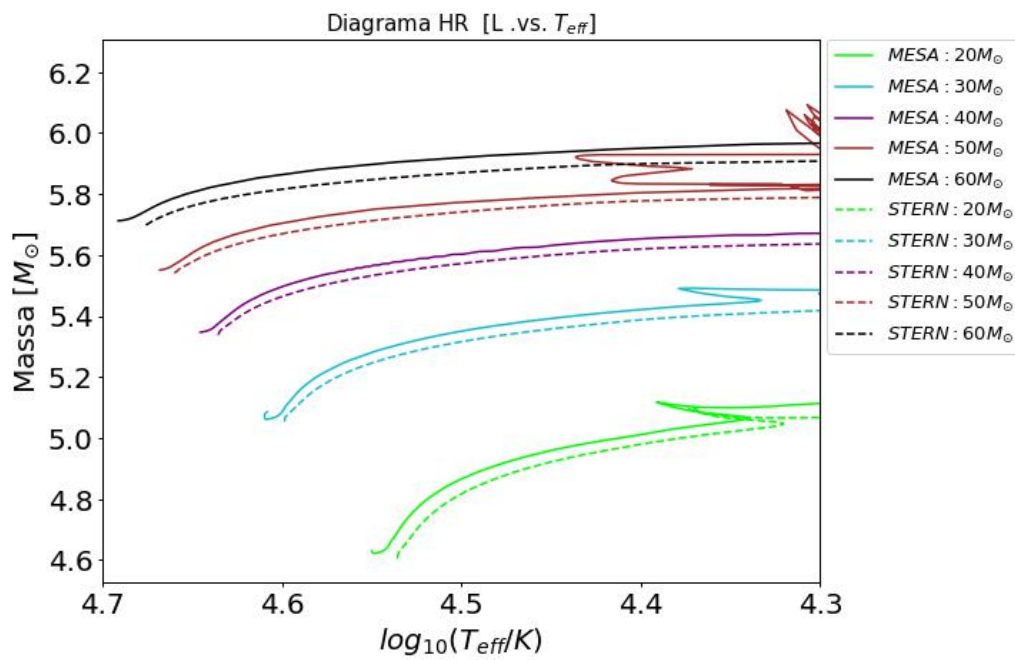
(a) Trajetórias no Diagrama HR dos modelos MESA e GENEC.



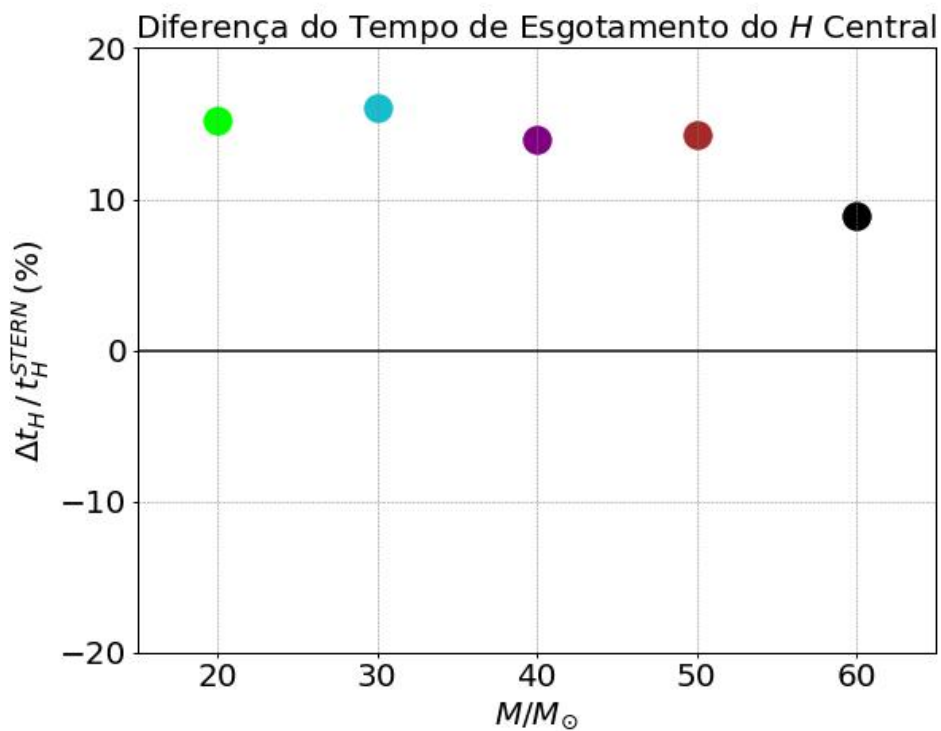
(b) Comparação entre o tempo de queima do hidrogênio central.

$$\Delta t_H = (t_H^{\text{MESA}} - t_H^{\text{GENEC}})$$

Figura 3.1: Resultados da comparação MESA e GENEC, sem rotação.



(a) Trajetórias no Diagrama HR dos modelos MESA e STERN.



(b) Comparação entre o tempo de queima do hidrogênio central.

$$\Delta t_H = (t_H^{\text{MESA}} - t_H^{\text{STERN}})$$

Figura 3.2: Resultados da comparação MESA e STERN, com rotação.

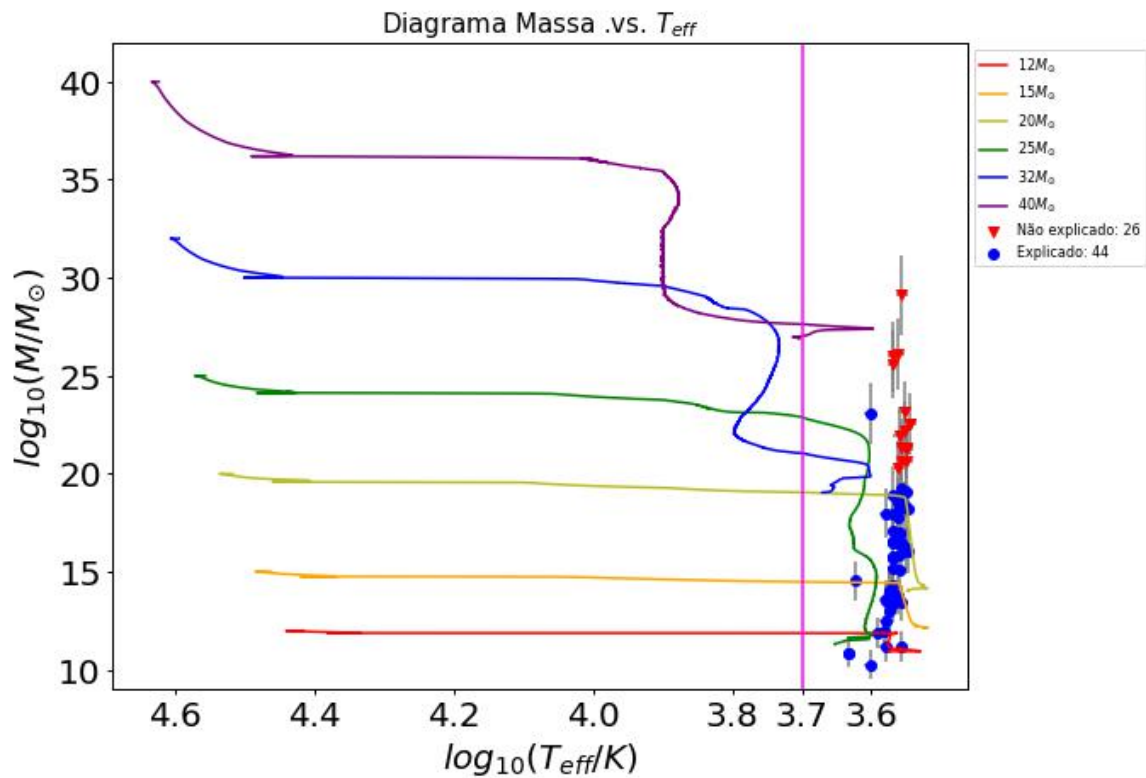


Figura 3.3: Diagrama de Massa *versus* Temperatura Efetiva – Comparação com RSGs Observadas. Não foi incluído a trajetória de  $M_{ZAMS} = 60M_{\odot}$  porque esta não passa pela fase de RSG. A linha vertical rosa choque indica  $\log_{10} T_{eff}/K = 3.7$ , a fronteira da fase de RSG

# Capítulo 4

## Conclusão

Neste projeto final de curso, os principais objetivos foram: (i) explorar o tópico de evolução de estrelas de alta massa, (ii) aprender o código MESA como uma ferramenta para o estudo da evolução de estrelas de alta massa e (iii) em seguida, utilizá-lo para estudar um problema astrofísico; no caso, avaliar a perda de massa implementadas em modelos de evolução. Naturalmente, um bom conhecimento inicial sobre a evolução desta classe de estrelas foi adquirida. Além disso, vale ressaltar que durante o processo, houve também um contato com a física dos ventos estelares, com diversos problemas numéricos/computacionais (incluindo discussões com pesquisadores de outros institutos e desenvolvedores do MESA) e com vários artigos publicados em revistas especializadas. Ou seja, foi possível experimentar o dia-a-dia de um projeto de pesquisa profissional.

Ainda na seção 1.1 da Introdução (1), o MESA foi utilizado para visualizar diferenças na evolução de modelos devido à presença ou não de rotação e perda de massa, revelando-se uma ótima ferramenta para análise, estudo e ensino da estrutura e evolução estelar. Somam-se a isso as qualidades de ser um código gratuito, aberto e de comunidade ativa (permitindo discussões com outros usuários e desenvolvedores).

No capítulo de Metodologia (2.1), foram abordados a utilização do MESA como ferramenta de pesquisa nesta área, através de comparações de trajetórias evolutivas de outros códigos – 2.1.1. Em seguida, discutiu-se cuidados e técnicas para uma utilização um pouco

mais profissional e sofisticada dentro do contexto de um problema de interesse – 2.2.4.

Nesta linha, evidencia-se que a tarefa de modelar computacionalmente a evolução de estrelas é consideravelmente desafiadora, especialmente no caso de estrelas de alta massa, cujos processos físicos são intensos (altas energias e pequenas escalas de tempo) e de difícil entendimento, sobretudo na pós-Sequência Principal. Além das dificuldades teóricas envolvidas, aglutinam-se complicações de traduzir fenômenos de natureza contínua nos contextos discretos com precisão finita da computação e resolver numericamente múltiplos sistemas de equações.

Em seguida, aplicando as técnicas desenvolvidas no capítulo 2.1, obteve-se o resultado discutido no capítulo 3. As trajetórias de massas mais baixas, aproximadamente entre  $12 M_{\odot}$  e  $32 M_{\odot}$ , conseguem explicar as massas observadas (espectroscópicas) de apenas uma fração da amostra (37%). Para explicar o restante da amostra, é necessário considerar trajetórias de massas maiores, de  $40 M_{\odot}$  (aproximadamente o limite superior até onde uma estrela se torna supergigante vermelha; valores maiores em geral não se tornam LBVs<sup>17</sup>, BSGs<sup>18</sup> ou Wolf-Rayet).

A discussão realizada em seguida expõe que este resultado não encontra respaldo nas principais funções de massa inicial (IMF), que preveem escassez de estrelas de massa tão elevada. Portanto, uma conclusão possível<sup>19</sup> de ser construída é que as taxas de perdas de massa estariam elevadas, já que modelos de massa muito grande estariam perdendo massa suficiente para, na fase pós-Sequência Principal e pré-RSG, se tornarem RSG.

Além disto, surgem alguns resultados interessantes para investigação que poderiam ser futuramente abordados em outros trabalhos, como o fato de modelos de  $M_{ZAMS}$  próximo a  $40 M_{\odot}$  produzirem RSGs ligeiramente mais quentes que as da amostra com massa equivalente ou o motivo pelo qual permaneceriam nesta fase evolutiva por muito pouco tempo, evoluindo rapidamente em seguida para temperaturas efetivas mais quentes.

Da mesma forma, um desdobramento interessante é a inclusão de mais supergigantes observadas de outros trabalhos, com massas obtidas por outras vias, como recentemente feito

<sup>17</sup>Do inglês *Luminous Blue Variables*, Variáveis Luminosas Azuis.

<sup>18</sup>Do inglês *Blue Supergiants*, Supergigantes Azuis.

<sup>19</sup>Outros mecanismos, como fusão de estrelas, ou evolução binária conjunta não são discutidos, já que não são o escopo do trabalho. Porém mostram-se interessantes de serem futuramente investigados.



por interferometria. Um aumento da amostra para comparação com as trajetórias podem levar a outros resultados e interpretações.

Ao longo deste trabalho, o MESA de fato se revelou uma ótima ferramenta, publicamente acessível, para estudo/ensino de evolução estelar, já que fornece utilitários para visualizações e fácil manejo dos arquivos de entrada (*input*) e saída (*output*). Além disso, a possibilidade de interagir com a comunidade de pesquisadores usuários e desenvolvedores permite discussões que instrumentalizam com técnicas e métodos o usuário interessado em obter melhor robustez física e utilização mais sofisticada e profissional do código – como, de forma básica, fora desenvolvido e aplicado neste projeto.

Além disso, o projeto desenvolvido utilizando metodologia e ferramentas mencionadas produziu resultados consistentes, de onde se teceram discussões sobre diversos temas que se relacionam com o tema principal deste trabalho e forneceu de forma introdutória experiência e vivência de pesquisa neste tópico. Da mesma forma, gerou resultados que permitem discussões e investigações posteriores, estando em consonância com a atualidade e atividade da Astrofísica das estrelas de alta massa e seus mistérios ainda por serem resolvidos.

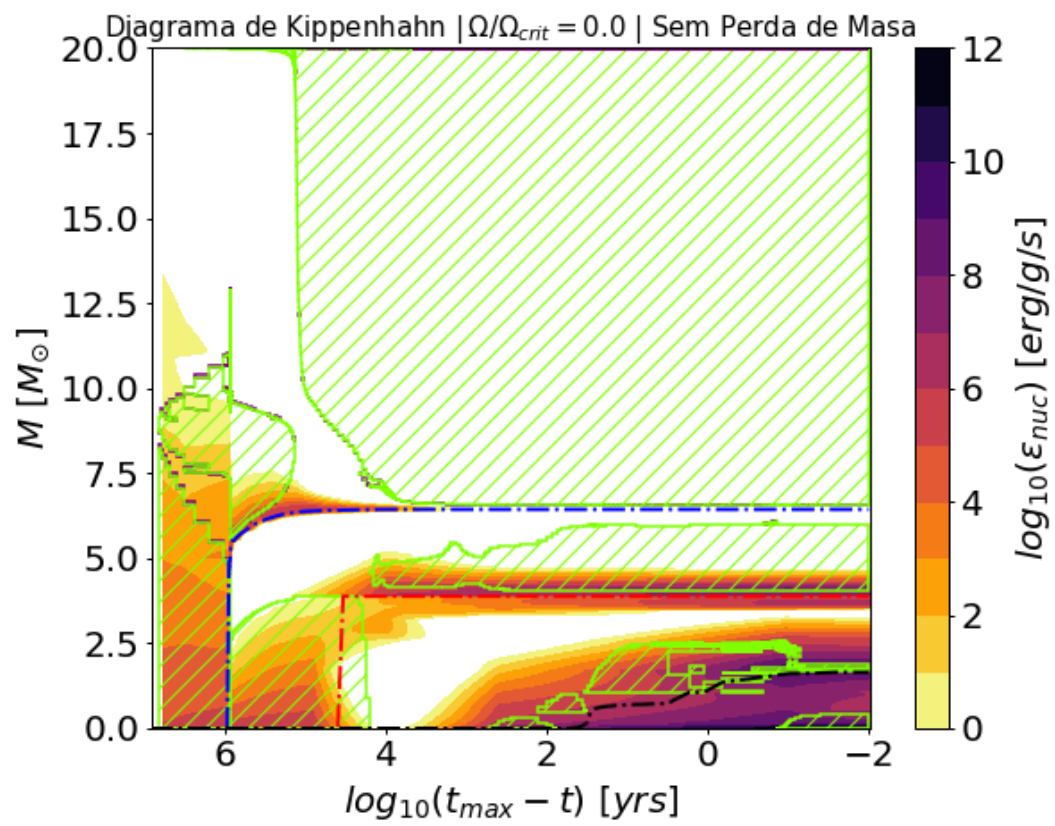
# Apêndice A

## Diferenças na Evolução de um Modelo com e sem Rotação e Perda de Massa – Diagrama de Kippenhahn

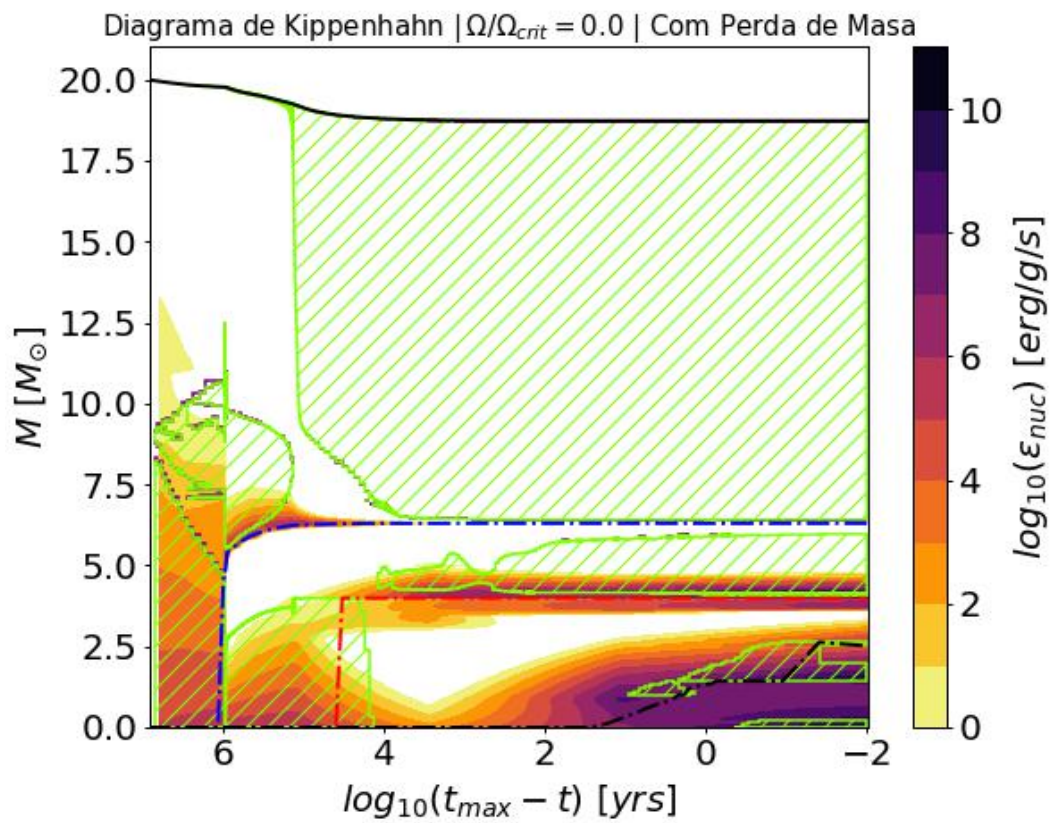
Com o objetivo de mostrar de forma um pouco mais detalhada as diferenças na evolução de um modelo de estrela de alta massa com e sem rotação e perda de massa (comentado no capítulo 1), além de mostrar um outro *output* do MESA, foram produzidos Diagramas de Kippenhahn para mapear as diferenças na evolução das zonas de convecção e de fusão nuclear.

Na figura A.1, As regiões hachuradas verdes indicam regiões de convecção, enquanto as regiões coloridas de acordo com a escala de cores correspondem a regiões onde ocorre fusão nuclear (energia por massa gerada por segundo). Linhas tracejadas-pontilhadas indicam fronteiras dos núcleos/cascas de hidrogênio (azul), hélio (vermelho) e oxigênio (preto). A linha preta cheia indica a massa total da estrela ao longo do tempo.

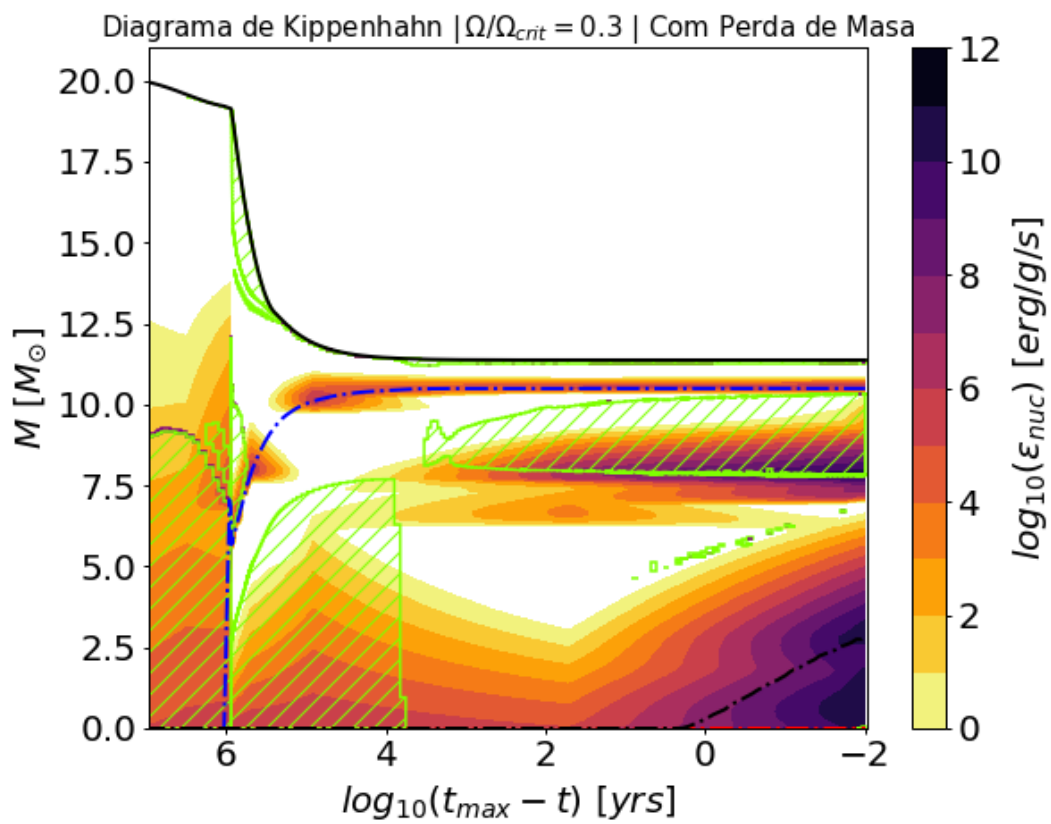
Figura A.1: Diferenças na Estrutura Interna (Diagrama de Kippenhahn)



(a) Modelo sem Perda de Massa e sem Rotação – Modelo de  $20 M_{\odot}$  mais simplificado.



(b) Modelo com Perda de Massa e sem Rotação – Há alterações em relação a sub-figura (a) na evolução de zonas convectivas, principalmente no núcleo.



(c) Modelo com Perda de Massa e com Rotação – As evoluções das regiões de fusão nuclear e convecção são bastante distintas dos casos sem rotação (a) e (b). Além disso, a quantidade de massa perdida é muito superior em relação ao modelo sem rotação (b).

# Apêndice B

## Dados das Supergigantes Observadas

Este apêndice tem como objetivo deixar a mostra os dados das supergigantes vermelhas (RSGs) de [Levesque et al. \(2005\)](#) utilizados e uma pequena análise destes, além de expor algumas informações sobre as propriedades e a física das RSGs.

### Tabela de RSGs observadas

Os dados aqui mostrados não correspondem todos ao da tabela original do artigo de [Levesque et al. \(2005\)](#), já que alguns foram derivados e outros omitidos por não serem relevantes para este trabalho.

Tabela B.1: Dados das Supergigantes Vermelhas Observadas

Nº	Estrela	Tipo Espectral	$\log_{10}(T_{\text{eff}}/\text{K})$	$\sigma_{\log(T_{\text{eff}})}$	$\log_{10}(L/L_{\odot})$	$\sigma_{\log(L)}$	M [ $M_{\odot}$ ]	$\sigma_M$	R [ $R_{\odot}$ ]	$M_V$	$M_{\text{bol}}$
0	BD+59°38	M2I	3,562	0,009	4.764	0.036	16,482	1,139	600	-5.57	-7.17
1	Case23	M3I	3,556	0,009	4.408	0.036	13,428	0,928	410	-4.53	-6.28
2	HD236697	M1.5I	3,568	0,009	4.396	0.036	13,335	0,921	380	-4.8	-6.25
3	BD+59°274	M1I	3,574	0,009	4.352	0.036	13,002	0,898	360	-4.8	-6.14
4	BD+60°335	M4I	3,547	0,009	4.716	0.036	16,032	1,107	610	-4.99	-7.05
5	HD236871	M2I	3,559	0,009	4.616	0.036	15,136	1,046	520	-5.13	-6.8
6	HD236915	M2I	3,562	0,009	4.456	0.036	13,804	0,954	420	-4.8	-6.4
7	BD+59°372	K5-M0I	3,583	0,009	4.204	0.036	11,940	0,825	290	-4.58	-5.77
8	BD+56°512	M3I	3,556	0,009	4.764	0.036	16,482	1,139	620	-5.42	-7.17
9	HD14469	M3-4I	3,553	0,009	4.952	0.036	18,365	1,269	780	-5.78	-7.64
10	HD14488	M4I	3,550	0,009	5.156	0.036	20,654	1,427	1000	-6.18	-8.15
11	HD14528	M4.5I	3,544	0,009	5.308	0.036	22,542	1,557	1230	-6.36	-8.53

12	BD+56°595	M1I	3,580	0,009	4.42	0.036	13,521	0,934	380	-5.08	-6.31
13	HD14580	M1I	3,580	0,009	4.436	0.036	13,646	0,943	380	-5.12	-6.35
14	HD14826	M2I	3,559	0,009	4.82	0.036	17,022	1,176	650	-5.64	-7.31
15	HD236979	M2I	3,568	0,009	4.684	0.036	15,740	1,087	540	-5.52	-6.97
16	WPer	M4.5I	3,550	0,009	4.732	0.036	16,181	1,118	620	-5.13	-7.09
17	BD+57°647	M2I	3,562	0,009	4.9	0.036	17,824	1,231	710	-5.91	-7.51
18	HD17958	K2I	3,623	0,008	4.548	0.036	14,555	1,005	360	-5.93	-6.63
19	HD23475	M2.5II	3,559	0,009		0.036					
20	HD33299	K1I	3,633	0,008	4.044	0.036	10,889	0,752	190	-4.76	-5.37
21	HD35601	M1.5I	3,568	0,009	4.62	0.036	15,171	1,048	500	-5.36	-6.81
22	HD36389	...	3,562	0,009		0.036					
23	HD37536	M2I	3,568	0,009	4.828	0.036	17,100	1,181	630	-5.88	-7.33
24	alphaOri	M2I	3,562	0,009		0.036					
25	HD42475	M1I	3,568	0,009	5	0.036	18,880	1,304	770	-6.31	-7.76
26	HD42543	M0I	3,580	0,009	4.916	0.036	17,989	1,243	670	-6.32	-7.55
27	HD44537	M0I	3,574	0,009		0.036					
28	HD50877	K2.5I	3,591	0,008	4.196	0.036	11,885	0,821	280	-4.69	-5.75
29	HD52005	K5I	3,591	0,008		0.036					
30	HD52877	M1.5I	3,574	0,009	4.488	0.036	14,060	0,971	420	-5.14	-6.48
31	CD-31°4916	M2.5I	3,556	0,009	5.036	0.036	19,275	1,331	850	-6.11	-7.85
32	HD63302	K2I	3,613	0,008		0.036					
33	HD90382	M3-M4I	3,550	0,009	5.204	0.036	21,232	1,467	1060	-6.31	-8.27
34	HD91093	M2I	3,559	0,009	4.808	0.036	16,904	1,168	640	-5.6	-7.28
35	CPD-57°3502	M1.5I	3,568	0,009	4.692	0.036	15,812	1,092	540	-5.54	-6.99
36	HD303250	M2I	3,559	0,009	4.936	0.036	18,197	1,257	750	-5.92	-7.6
37	CD-58°3538	M2I	3,559	0,009	5.26	0.036	21,928	1,515	1090	-6.74	-8.41
38	HD93420	M4I	3,547	0,009	4.936	0.036	18,197	1,257	790	-5.53	-7.6
39	HD94096	M2I	3,562	0,009	5.128	0.036	20,324	1,404	920	-6.48	-8.08
40	HD95687	M3I	3,559	0,009	4.948	0.036	18,323	1,266	760	-5.96	-7.63
41	HD95950	M2I	3,568	0,009	4.912	0.036	17,947	1,240	700	-6.09	-7.54
42	HD97671	M3-M4I	3,550	0,009	5.02	0.036	19,099	1,319	860	-5.85	-7.81
43	CD-60°3621	M1.5I	3,568	0,009	4.516	0.036	14,289	0,987	440	-5.11	-6.55
44	HD100930	M2.5I	3,556	0,009		0.036					
45	CD-60°3636	M0I	3,580	0,009	4.288	0.036	12,531	0,866	320	-4.76	-5.98
46	V396Cen	M3-M4I	3,550	0,009	5.212	0.036	21,330	1,473	1070	-6.33	-8.29
47	alphaHer	M5I	3,538	0,009		0.036					
48	KWSgr	M1.5I	3,568	0,009	5.556	0.036	26,002	1,796	1460	-7.7	-9.15
49	HD175588	M4II	3,550	0,009		0.036					
50	HD181475	M1II	3,568	0,009		0.036					
51	HD339034	K3I	3,602	0,008	5.348	0.036	23,067	1,593	980	-7.71	-8.63
52	BD+35°4077	M2.5I	3,556	0,009	5.216	0.036	21,380	1,477	1040	-6.55	-8.3
53	BD+36°4025	M3-M4I	3,553	0,009	5.352	0.036	23,121	1,597	1240	-6.78	-8.64
54	BD+37°3903	M3I	3,553	0,009	5.28	0.036	22,182	1,532	1140	-6.61	-8.46
55	BD+39°4208	M3I	3,556	0,009	5.156	0.036	20,654	1,427	980	-6.41	-8.15
56	HD200905	K4.5I	3,580	0,009		0.036					
57	HD202380	M2I	3,568	0,009	4.76	0.036	16,444	1,136	590	-5.72	-7.16
58	HR8248	K1I	3,602	0,008	3.944	0.036	10,280	0,710	200	-4.2	-5.12
59	HD206936	M1I	3,568	0,009	5.528	0.036	25,586	1,767	1420	-7.63	-9.08
60	HD210745	K1.5I	3,602	0,008		0.036					
61	BD+56°2793	M3I	3,556	0,009	4.088	0.036	11,169	0,772	290	-3.73	-5.48
62	Case75	M2.5I	3,562	0,009	5.564	0.036	26,122	1,804	1520	-7.57	-9.17
63	Case78	M2I	3,562	0,009	4.972	0.036	18,578	1,283	770	-6.09	-7.69
64	HD216946	M0I	3,580	0,009	4.096	0.036	11,220	0,775	260	-4.27	-5.5
65	Case80	M3I	3,559	0,009	4.696	0.036	15,849	1,095	570	-5.32	-7
66	Case81	M2I	3,568	0,009	4.772	0.036	16,558	1,144	590	-5.74	-7.19
67	HD219978	M1I	3,574	0,009	4.472	0.036	13,932	0,962	410	-5.1	-6.44
68	BD+60°2613	M3I	3,556	0,009	5.752	0.036	29,107	2,011	1940	-7.89	-9.64
69	BD+60°2634	M3I	3,556	0,009	4.988	0.036	18,750	1,295	800	-5.98	-7.73

## B.1 Informações Básicas Sobre Supergigantes Vermelhas

As supergigantes vermelhas estão entre as maiores estrelas do Universo em tamanho. Seus raios, como mostrado na figura 2.2d, são da ordem de centenas a mil raios solares – distância da ordem da órbita de Marte e Júpiter. Devido ao tamanho possuem baixa densidade média, e conseqüentemente possuem atmosferas extremamente rarefeitas e extensas – o que dificulta sua modelagem, já que aproximações de Equilíbrio Termodinâmico Local (ETL) ou plano-paralela não seriam válidas.

A própria denominação sugere que se tratam de estrelas muito frias “superficialmente” (referindo-se à fotosfera), sendo classificadas tipicamente como tipos espectrais M ou K, e de classes de luminosidade I e II – ver tabela B.1 e figura B.1. O diagnóstico como supergigante, para diferenciar de anãs M ou K, são feitos a partir de determinadas linhas – por exemplo tripleto do Ca II e CN (como é feito no trabalho de [White & Wing 1978](#)).

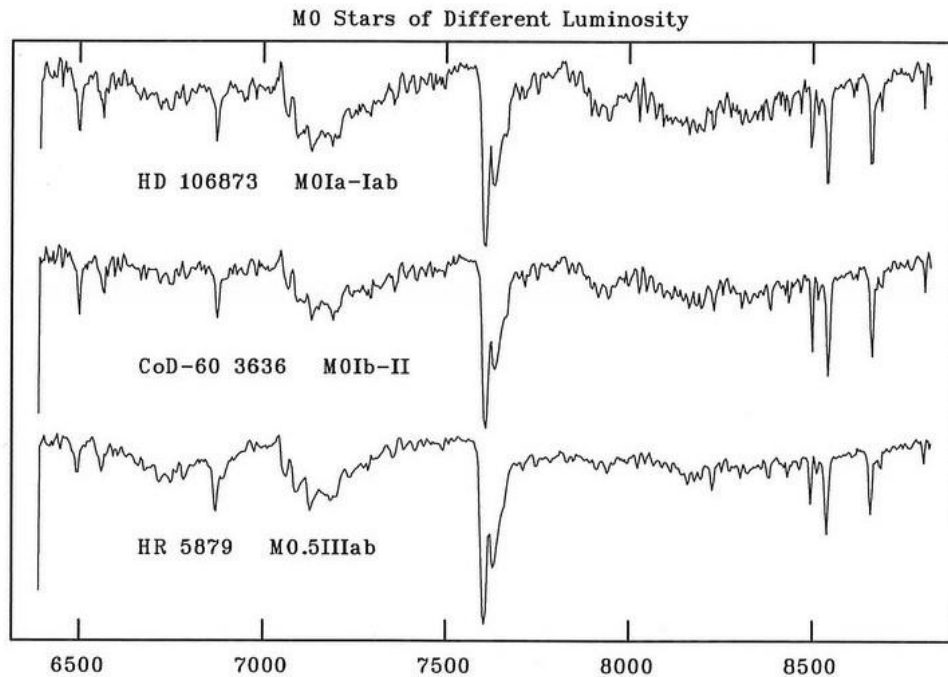


Figura B.1: Exemplo de espectros normalizados de RSGs– O eixo horizontal (unidades de Å) refere-se a comprimentos de onda no infravermelho próximo. Nota-se que o espectro é bastante povoado de linhas, diferentemente do espectro de uma estrela de alta massa na sequência principal. Imagem retirada de: <http://www.stsci.edu/~jack/> do *Space Telescope Science Institute*

Neste contexto, é importante fazer a diferenciação<sup>20</sup> entre a caracterização de uma

<sup>20</sup>ver por exemplo o artigo de [Groh et al. \(2014\)](#), que evolui uma estrela de alta massa e em determinadas



estrela como RSG espectroscopicamente (tipo espectral e classe de luminosidade) e evolutivamente. Nem sempre tais classificações são coincidentes, uma vez que a primeira se refere à atmosfera e linhas espectrais da estrela e a outra se refere a propriedades mais internas, dados pelos modelos de evolução – e.g. um modelo é caracterizado como estando na SP quando queima H em seu núcleo, porém algumas estrelas de massa muito, mesmo na SP, podem apresentar espectros de supergigantes. No contexto deste trabalho, que seguiu [Meynet et al. \(2015\)](#), um modelo é considerado na fase RSG quando sua temperatura efetiva se torna menor que  $\log_{10}(T_{\text{eff}}/\text{K}) = 3.7$

Estrelas deste tipo são representadas em estágios bastante evoluídos e em geral terminal da maioria das estrelas de alta massa. Nesta fase evolutiva, o objeto experimenta altíssimas taxas de perdas de massa, tanto devido a pulsações (que os fazem ser caracterizadas como tipos variáveis) e erupções quanto ao aumento da opacidade, formando até mesmo grãos de poeira na atmosfera, devido a queda de temperatura efetiva, o que favorece a perda de massa via pressão de radiação.

---

fases evolutivas produz um modelo de atmosfera e o caracteriza espectroscopicamente.

# Apêndice C

## Lista de Siglas, Símbolos e Abreviações

Visando facilitar a leitura do documento, siglas e abreviações foram extensamente utilizadas. Por clareza, este apêndice lista algumas principais empregadas.

- MESA: Modules for Experiments in Stellar Astrophysics
- GENEC: Código de Geneva (Geneva Code)
- STERN: Refere-se ao código usado por [Brott et al. \(2011\)](#). As vezes referido como Código de Bonn
- RSG(s): Supergigante vermelha, do inglês *Red SuperGiant(s)*
- SP: Sequência Principal
- ZAMS: Sequência Principal de Idade Zero, do inglês *Zero Age Main Sequence* – usado como subscrito
- $\odot$ : Subscrito que denota valor solar (e.g.  $M_{\odot}, L_{\odot}$ )
- $T_{eff}$ : Temperatura Efetiva
- $\epsilon$ : Energia liberada/absorvida por massa por segundo

- DHR: Diagrama Hertzsprung-Russel
- $\tau$ : Escala de Tempo
- LBV: Variável Luminosa Azul, do inglês *Luminous Blue Variable*
- WR: Estrelas Wolf-Rayet

# Bibliografia

- Angulo, C., Arnould, M., Rayet, M., Descouvemont, P., Baye, D., Leclercq-Willain, C., Coc, A., Barhoumi, S., Aguer, P., Rolfs, C., & et al. (1999). A compilation of charged-particle induced thermonuclear reaction rates. *Nuclear Physics A*, 656(1):3–183.
- Brott, I., de Mink, S. E., Cantiello, M., Langer, N., de Koter, A., Evans, C. J., Hunter, I., Trundle, C., & Vink, J. S. (2011). Rotating massive main-sequence stars - i. grids of evolutionary models and isochrones. *A&A*, 530:A115.
- de Jager, C., Nieuwenhuijzen, H., & van der Hucht, A. (1988). Mass loss rates in the hertzsprung-russel diagram. *Astronomy & Astrophysics Supplement Series*, 72:259–289.
- de Mink, S., Langer, N., & Izzard, R. G. (2011). Binaries are the best single stars. *Bulletin de la Société Royale des Sciences de Liège*, 80(A118):543.
- Ekström, S., Georgy, C., Eggenberger, P., Meynet, G., Mowlavi, N., Wyttenbach, A., Granada, A., Decressin, T., Hirschi, R., Frischknecht, U., Charbonnel, C., & Maeder, A. (2012). Grids of stellar models with rotation - i. models from 0.8 to 120 m solar metallicity ( $z = 0.014$ ). *Astronomy & Astrophysics*, 537(A146).
- Farmer, R., Fields, C. E., Petermann, I., Dessart, L., Cantiello, M., Paxton, B., & Timmes, F. X. (2016). ON VARIATIONS OF PRE-SUPERNOVA MODEL PROPERTIES. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 227(2):22.
- Groh, J., H., Meynet, Georges, Ekström, Sylvia, & Georgy, Cyril (2014). The evolution of massive stars and their spectra - i. a non-rotating 60 mar from the zero-age main sequence to the pre-supernova stage. *A&A*, 564:A30.

- Iglesias, C. A. & Rogers, F. J. (1993). Radiative opacities for carbon and oxygen-rich mixtures. *The Astrophysical Journal*, 412:752 – 760.
- Iglesias, C. A. & Rogers, F. J. (1996). Updated opal opacities. *The Astrophysical Journal*, 464:943–953.
- Keszthelyi, Z., Puls, J., & Wage, G. A. (2017). Modeling the early evolution of massive ob stars with an experimental wind routine. *Astronomy & Astrophysics*, 598(A4).
- Kippenhahn, R., Weigert, A., & Weiss, A. (2012). *Stellar Structure and Evolution*. Springer.
- Levesque, E., Massey, P., Olsen, K. A. G., Plez, B., Josselin, E., Maeder, E., & Meynet, G. (2005). The effective temperature scale of galactic red supergiants: cool, but not as cool as we thought. *The Astrophysical Journal*, 628:973–985.
- Maeder, A. (2009). *Physics, Formation and Evolution of Rotating Stars*. Springer.
- Maeder, A. & Meynet, G. (2000). The evolution of rotating stars. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 38(1):143–190.
- Marcolino, W. L. F., Bouret, J.-C., Martins, F., Hillier, D. J., Lanz, T., & Escolano, C. (2009). Analysis of galactic late-type o dwarfs: more constraints on the weak wind problem \*\*\*. *A&A*, 498(3):837–852.
- Martins, F. & Palacios, A. (2013). A comparison of evolutionary tracks for single galactic massive stars. *Astronomy & Astrophysics*, 560(A16).
- Martins, F., Schaerer, D., Hillier, D. J., Meynadier, F., Heydari-Malayeri, M., & Walborn, N. R. (2005). O stars with weak winds: the galactic case. *A&A*, 441(2):735–762.
- Meynet, G., Chomienne, V., Ekström, S., Georgy, C., Granada, A., Groh, J., Maeder, A., Eggenberger, P., Levesque, E., & Massey, P. (2015). Impact of mass-loss on the evolution and pre-supernova properties of red supergiants. *Astronomy & Astrophysics*, 575(A60).
- Meynet, G., Maeder, A., Georgy, C., Ekström, S., Eggenberger, P., Barblan, F., & Song, H. F. (2016). Massive stars, successes and challenges. *Proceedings of the International Astronomical Union*, 12(S329):3–14.

- Paxton, B., Bildsten, L., Dotter, A., Herwig, F., Lesaffre, P., & Timmes, F. (2010). MODULES FOR EXPERIMENTS IN STELLAR ASTROPHYSICS (MESA). *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 192(1):3.
- Paxton, B., Cantiello, M., Arras, P., Bildsten, L., Brown, E. F., Dotter, A., Mankovich, C., Montgomery, M. H., Stello, D., Timmes, F. X., & Townsend, R. (2013). MODULES FOR EXPERIMENTS IN STELLAR ASTROPHYSICS (MESA): PLANETS, OSCILLATIONS, ROTATION, AND MASSIVE STARS. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 208(1):4.
- Paxton, B., Marchant, P., Schwab, J., Bauer, E. B., Bildsten, L., Cantiello, M., Dessart, L., Farmer, R., Hu, H., Langer, N., Townsend, R. H. D., Townsley, D. M., & Timmes, F. X. (2015). MODULES FOR EXPERIMENTS IN STELLAR ASTROPHYSICS (MESA): BINARIES, PULSATIONS, AND EXPLOSIONS. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 220(1):15.
- Renzo, M., Ott, C. D., Shore, S. N., & Mink, S. E. D. (2017). Systematic survey of the effects of wind mass loss algorithms on the evolution of single massive stars. *Astronomy & Astrophysics*, 603(A118).
- Sana, H., Le Bouquin, J.-B., Lacour, S., Berger, J.-P., Duvert, G., Gauchet, L., Norris, B., Olofsson, J., Pickel, D., Zins, G., Absil, O., de Koter, A., Kratter, K., Schnurr, O., & Zinnecker, H. (2014). SOUTHERN MASSIVE STARS AT HIGH ANGULAR RESOLUTION: OBSERVATIONAL CAMPAIGN AND COMPANION DETECTION. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 215(1):15.
- Smith, N. (2014). Mass loss: Its effect on the evolution and fate of high-mass stars. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 52(1):487–528.
- Sylvester, R. J., Skinner, C. J., & Barlow, M. J. (1998). Silicate and hydrocarbon emission from galactic m supergiants. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 301:1083–1094.
- van Loon, J. T., Cioni, M.-R. L., Zijlstra, A. A., & Loup, C. (2005). An empirical formula for the mass-loss rates of dust-enshrouded red supergiants and oxygen-rich asymptotic giant branch stars. *Astronomy & Astrophysics*, 438(1).

- Vink, J. S., de Koter, A., & Lamers, H. J. G. L. M. (2001). Mass-loss predictions for o and b stars as a function of metallicity. *Astronomy & Astrophysics*, 369(2):574–588.
- White, N., M. & Wing, R., F. (1978). Photoelectric two-dimensional spectral classification of m supergiants. *A&A*, 222:209.