

Cálculo numérico da evolução de estrelas de baixa massa

Thayse Adineia Pacheco

thayse.pacheco@gmail.com

Kepler de Souza Oliveira Filho



Introdução

As estrelas começam sua vida na Sequência Principal - MS, onde queimam H em He no núcleo. As reações nucleares são suficientes para contrabalançar a gravidade, e a estrela fica em equilíbrio hidrostático. Uma vez que o H central se esgota, a estrela aumenta seu raio e luminosidade à temperatura efetiva aproximadamente constante se tornando gigante vermelha - RGB. Quando o núcleo atinge temperatura de 100 milhões de K, inicia a fusão de He em C - flash de He. [1] Após o He central esgotar-se - HB -, a estrela entra na segunda etapa de gigante, o Ramo Asintótico das Gigantes - AGB - que se finaliza com os Pulsos Térmicos - TP-AGB - para, enfim, esfriar-se como uma anã branca - WD [2]. Neste trabalho foram calculadas sequências de modelos para massas iniciais entre 0.90 e $4.0 M_{\odot}$ com metalicidade (Z) igual a 0.001 e 0.0001 .

A pesquisa

O código LPCODE [3] calcula sequências de evolução estelar desde a MS à WD. Utilizei este código para calcular as sequências correspondentes aos parâmetros de massa inicial (M_*) e metalicidade (Z) até a etapa listada na tabela 1.

Tabela 1		
M_*	Z	Etapa
0.9	0.0001	HB
0.95	0.0001	AGB
1.0	0.001	RGB
1.0	0.0001	WD
1.2	0.001	RGB
1.4	0.001	RGB
1.6	0.001	RGB
1.8	0.001	RGB
2.0	0.001	WD
3.5	0.0001	TP
4.0	0.001	RGB
4.0	0.0001	TP

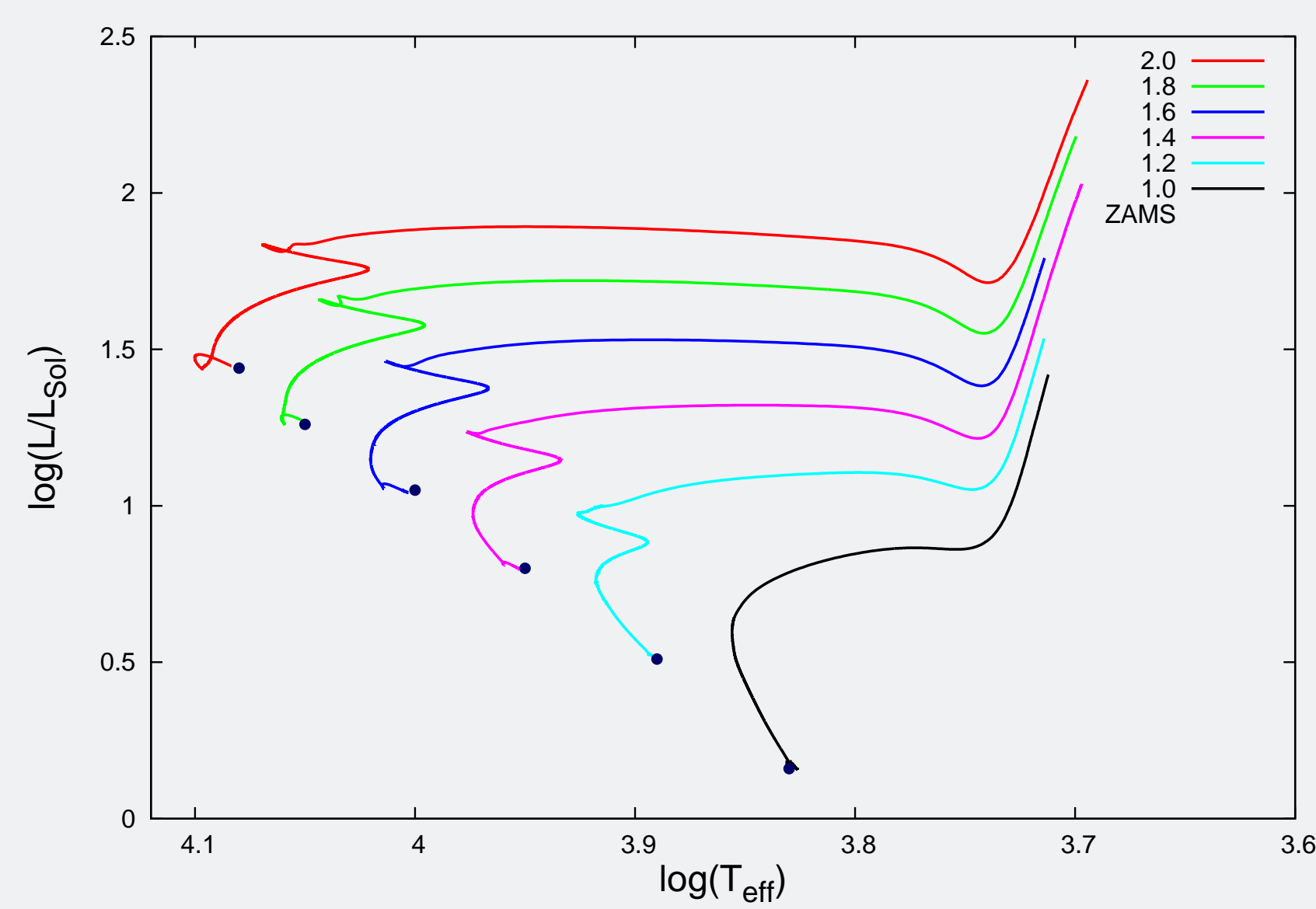


Figura 1: Sequências de evolução até o RGB para estrelas com massa entre 1 e $2 M_{\odot}$ com $Z = 0.001$. Os pontos representam a idade zero da sequência principal (ZAMS).

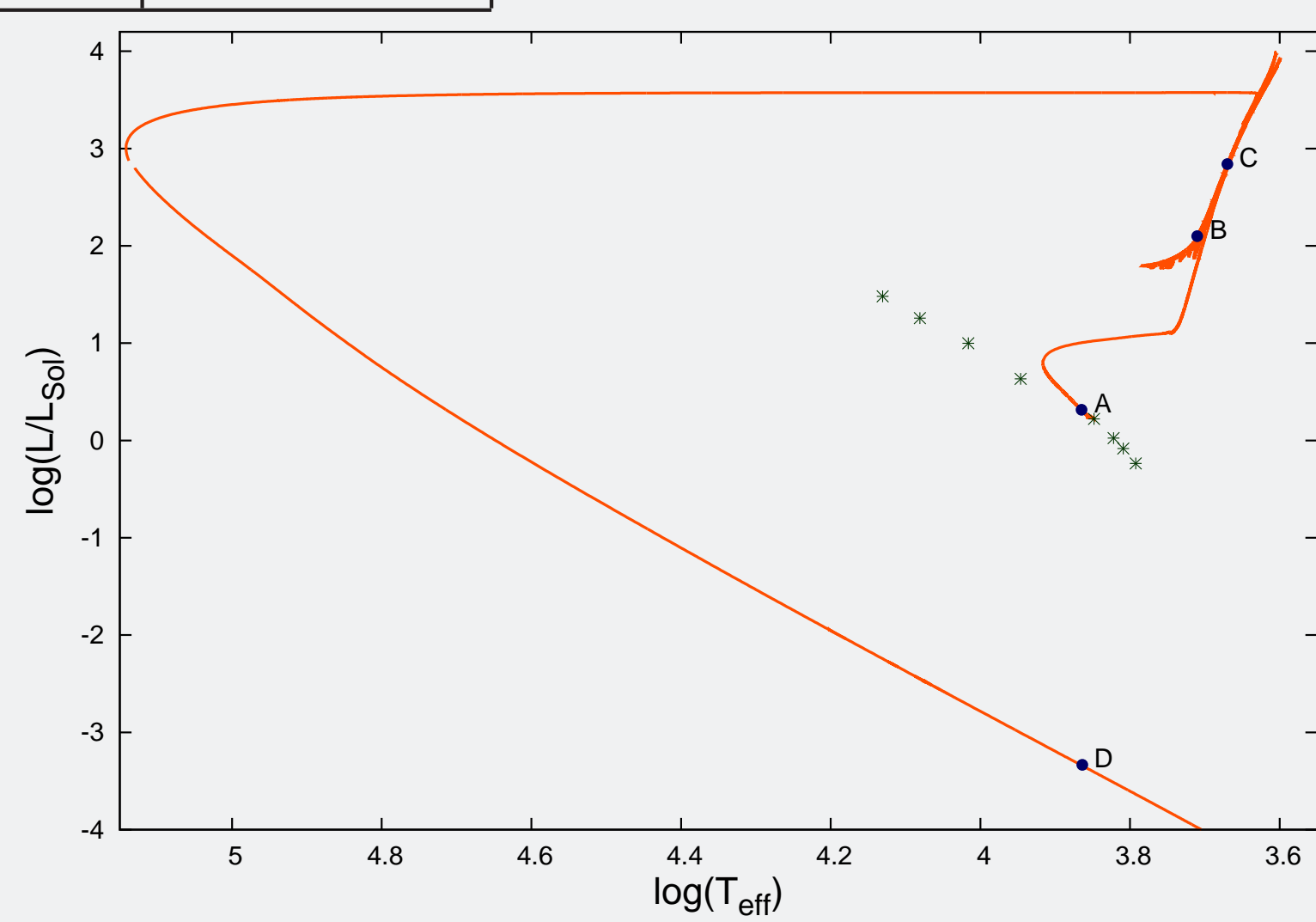


Figura 2: Diagrama HR da evolução completa de uma sequência de $1 M_{\odot}$ com $Z = 0.0001$ destacando a MS (A), o HB (B), o AGB (C) e o esfriamento em uma WD (D). Os pontos verdes representam a ZAMS para massas iniciais entre 0.80 e $2.0 M_{\odot}$.

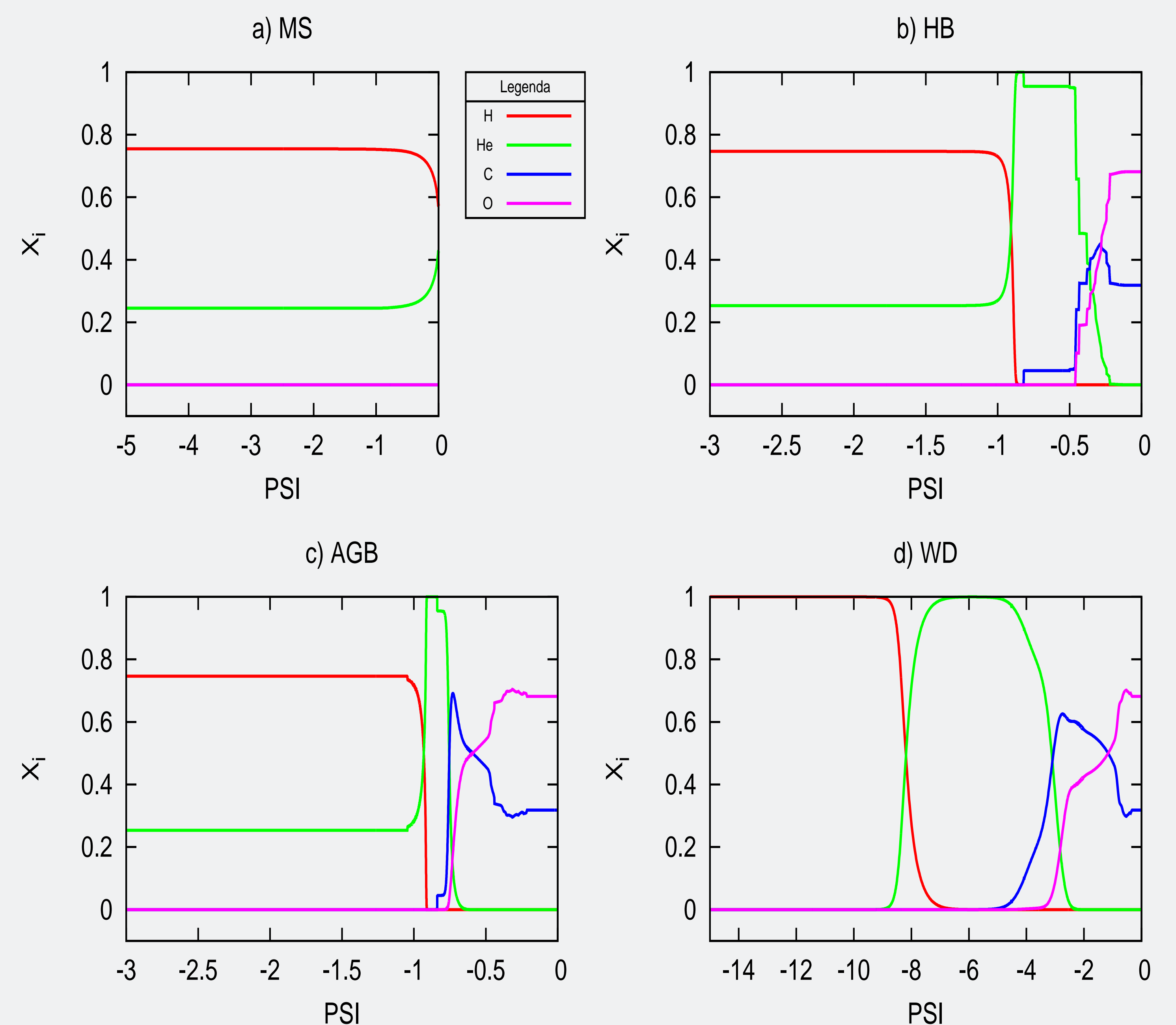


Figura 3: Perfis químicos da sequência de $1 M_{\odot}$ e $Z = 0.0001$ nas distintas etapas de evolução indicadas na figura 2. X_i é a abundância de H, He, C e O e $PSI = \log(1 - \frac{M_r}{M_*})$.

Durante a MS a estrela queima H em He, portanto começa a formar-se um núcleo de He com camadas externas de H. No HB já iniciou-se a queima de He em C, então a estrela tem um núcleo de C e O. Durante a AGB, a estrela é uma gigante, há queima de He em C na camada que envolve o núcleo e de H em He nas camadas externas. Por fim, a WD com núcleo de C e O se esfria sem reações nucleares.

Considerações finais

Como continuação da pesquisa pretendo completar a grade de modelos para sequências de metalicidades maiores, como a solar (0.01), para posterior cálculo de isócronas em determinadas etapas da vida estelar. Também utilizarei os resultados do plano teórico (luminosidade e temperatura efetiva) e observacional (cor e magnitude) para o estudo de populações estelares.

Agradecimento

Prof^ª Dr^ª Alejandra Daniela Romero, co-orientadora.

Referências

- [1] Kippenhahn, R.; Weigert, A.. Stellar Structure and Evolution. Germany: Springer-Verlag, 3^a edição, 1994.
- [2] Oliveira Filho, K. S.; Saraiva, M. F.. Astronomia e Astrofísica. São Paulo: Livraria da Física, 3^a edição, 2013.
- [3] Althaus, G.; et al. The formation and evolution of hydrogen-deficient post-AGB white dwarfs: The emerging chemical profile and the expectations for the PG 1159-DB-DQ evolutionary connection. Astronomia e Astrofísica, 435, 631, 2005.

Apoio

