

**NUCLEOSSINTESE EM FASES AVANÇADAS DA EVOLUÇÃO ESTELAR:
CONFRONTO ENTRE TEORIA E OBSERVAÇÃO**

**J.A. de Freitas Pacheco
Departamento de Astronomia
Instituto Astronômico e Geofísico
Universidade de São Paulo**

**Encontro Nacional de Física Nuclear
Caxambú - Setembro 1990**

1. INTRODUÇÃO

A energia das estrelas é liberada pelas reações nucleares que ocorrem em suas regiões centrais. Tais reações não somente liberam energia, como também alteram a composição química do meio, transformando gradativamente o H em He, o He em C, assim por diante.

As estrelas passam a maior parte de suas vidas na Sequência Principal (SP). Nesta fase, a atmosfera da estrela reflete a composição química do gás a partir do qual foi formada. A contaminação pelo material alterado quimicamente, localizado na zona central, é desprezível na SP, tornando difícil a confrontação entre as previsões teóricas e as observações. Esta confrontação, para ser efetuada, necessariamente requer o estudo de fases evolutivas mais avançadas onde se espera que a atmosfera tenha sido contaminada. A contaminação pode ocorrer, por exemplo, quando a estrela perde parte considerável de sua envoltória, expondo sua região nuclear. Isto ocorre, como veremos adiante, nas estrelas do tipo Wolf-Rayet (WR). Em estrelas que iniciam sua fase de gigante vermelha, a zona convectiva pode aprofundar-se o suficiente para atingir as camadas onde ocorre a queima do H. Nesta situação, o material desta região é "dragado" para a superfície, alterando a sua composição química original.

Neste trabalho, apresentamos alguns casos específicos onde a contaminação pode ser observada. A confrontação com as expectativas teóricas, nos permite não só um melhor conhecimento das condições reinantes nos interiores estelares, como também da cadeia de reações nucleares que ocorrem durante a trajetória evolutiva da estrela.

2. PRODUTOS DA NUCLEOSSINTESE

A Sequência Principal representa a região do diagrama Hertzsprung-Russel (HR) onde as estrelas produzem energia através das reações nucleares, após uma fase de contração gravitacional.

A produção de energia na SP é devida principalmente a uma série de reações, sugerida inicialmente por Bethe (1939) e conhecida como ciclo CNO. Numa primeira etapa, partindo-se do ^{12}C , 3 prótons são consumidos até a produção do ^{16}N , via a sequência



Uma vez produzido o ^{16}N ocorre um entroncamento, com dois caminhos possíveis. Um, via a reação



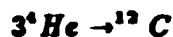
que regenera o ^{12}C , encerrando o ciclo com a produção do ^4He . Um segundo caminho é possível via a cadeia



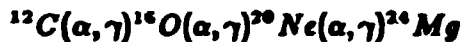
Esta cadeia também produz ${}^4\text{He}$, mas envolve o consumo de 6 prótons, alterando, como consequência, a abundância do CN original. Praticamente todo o carbono é transformado em nitrogênio, resultando no final uma mistura com 95% de ${}^{14}\text{N}$; 4% de ${}^{13}\text{C}$; 1% de ${}^{12}\text{C}$. Esta mistura, quando "dragada" para a superfície, enriquece a atmosfera em nitrogênio e em hélio.

Uma vez atingido o limite de Schoenberg-Chandrasekhar (1942), a estrela começa a evoluir saindo da SP. Ela possui um pequeno núcleo isotérmico de ${}^4\text{He}$ e produz energia, via ciclo CNO, numa concha que envolve o núcleo.

Em fases mais avançadas, ocorre a transformação do ${}^4\text{He}$ em ${}^{12}\text{C}$ no núcleo, que não parou de crescer pela contínua adição de hélio produzido na concha exterior. A reação

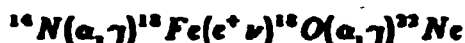


transforma praticamente todo o núcleo de hélio em um núcleo predominantemente de carbono. As fases posteriores implicam em reações de captura de "alfas", já que a região central está praticamente desprovida de hidrogênio. A sequência de reações que se segue é



Para estrelas de massa intermediária ($1-9M_{\odot}$), que terminam suas vidas ejetando suavemente a envoltória e, cujo núcleo remanescente dará origem a uma anã-branca, a massa inicial é o parâmetro principal que estabelece a fase em que a sequência de reações acima se interrompe. Para estrelas com massas iniciais entre $1-2,2 M_{\odot}$, o núcleo de hélio não é transformado e a evolução termina com uma anã-branca de hélio, com massas entre $0,1 - 0,26 M_{\odot}$ (Iben 1985). Se as massas iniciais estiverem no intervalo $2,2-9 M_{\odot}$, ocorre a sequência $\text{He} \rightarrow \text{C} \rightarrow \text{O}$. O núcleo remanescente tem o interior rico em oxigênio e o manto rico em carbono, com massas finais entre $0,26-1,1 M_{\odot}$. Objetos inicialmente um pouco mais massivos ($9-10 M_{\odot}$) completam a sequência até a formação do magnésio. Neste caso, a anã-branca remanescente tem uma estrutura do tipo "casca de cebola", com o interior rico em ${}^{20}\text{Ne} - {}^{24}\text{Mg}$ e um manto exterior de ${}^{16}\text{O}$. Estas anãs-brancas são mais massivas, situando-se no intervalo $1,1-1,4 M_{\odot}$, onde o limite superior está próximo ao limite de Chandrasekhar. Uma anã-branca nestas condições, se estiver em um sistema binário, pode receber um fluxo de massa suficiente para colapsar numa escala de tempo da ordem de 10^9 anos. É possível que um número considerável de estrelas de neutrons na nossa galáxia tenha sido formado desta maneira.

Para as estrelas de grande massa $M > 40 M_{\odot}$, as reações "alfa-gama" iniciam-se a partir do ^{14}N produzido no ciclo CNO. A cadeia que se segue é



Uma vez produzido o ^{22}Ne , dois caminhos levam a produção do magnésio:



onde o segundo é uma fonte possível de neutrons para a estrela.

O prosseguimento da sequência de reações nucleares levando a formação do ^{56}Fe só ocorre para estrelas com massas superiores a $10 M_{\odot}$ (Maeder e Meynet 1989). Todavia, este aspecto não será abordado no presente trabalho.

Em alguns sistemas binários, uma das estrelas do par é uma anã-branca. Em certas condições, a outra estrela pode preencher a equipotencial crítica de Roche, e uma importante transferência de matéria para a estrela degenerada ocorre. O material rico em H acumula-se na superfície, misturando-se com o gás degenerado da estrela compacta, enriquecendo a camada "acrescida" de He, C-O ou O-Ne, dependendo do tipo de anã-branca envolvido. Quando a pressão na base do material "acrescido" atinge um valor da ordem de $2 \times 10^{19} \text{ dyn.cm}^{-2}$, ocorre uma detonação nuclear (MacDonald 1983). Neste caso, em que o cenário descreve a explosão de uma nova, as escalas de tempo envolvidas são muito menores do que os tempos característicos do decaimento beta, implicando que os núcleos beta-emissores interagem antes de decaírem. Por exemplo, o ciclo CNO normal inicia-se pela sequência



Na detonação da nova, antes que aconteça o decaimento do ^{13}N , ocorre a reação



Desta forma, as razões elementares entre carbono, nitrogênio e oxigênio são muito diferentes daquelas resultantes ao fim do ciclo CNO não-explosivo. Teoricamente espera-se que $N/O > 1$ e $C/O \sim 0.6$. Isto significa um importante enriquecimento do nitrogênio, às custas do carbono proveniente da estrela degenerada. Mas ainda, esperam-se as seguintes razões isotópicas

$$\frac{^{14}\text{N}}{^{15}\text{N}} \sim 7; \frac{^{12}\text{C}}{^{13}\text{C}} \sim 1.6; \frac{^{16}\text{O}}{^{17}\text{O}} \sim 17$$

Nas seções seguintes faremos uma análise sobre como estas expectativas teóricas comparam-se com as observações e que conclusões podem ser tiradas de tal confronto.

3. ESTRELAS DE MASSA INTERMEDIÁRIA

Conforme mencionamos anteriormente, estrelas de massa intermediária são aquelas cujas massas iniciais situam-se no intervalo $1-9 M_{\odot}$ e cujo estágio final de evolução leva a formação de uma nebulosa planetária e de um núcleo remanescente que dará origem a uma anã-branca.

Ao sair da SP e ao iniciar-se a fase de gigante vermelha, a atmosfera pode ser contaminada devido a distintos episódios de dragagem. No primeiro, ocorre uma penetração da zona convectiva da envoltória até a concha onde o H está sendo convertido em He. A estrela se encontra na base do ramo das gigantes vermelhas. Como consequência, há um leve aumento da abundância do He fotosférico e um enriquecimento do N. A segunda dragagem ocorre quando a estrela se encontra no ramo horizontal e afeta somente estrelas que, inicialmente, possuíam massas maiores que $3,3 M_{\odot}$ (Maeder e Meynet 1989). Neste caso, a zona convectiva penetra até o núcleo de He, produzindo um novo enriquecimento do hélio e do nitrogênio e uma redução na abundância do carbono. O terceiro episódio de dragagem acontece quando a estrela evolui ao longo do ramo assintótico das gigantes. Na realidade, ocorre uma sucessão de episódios, consequência de pulsos térmicos ocasionados pela queima instável do hélio em uma concha que envolve um interior rico em carbono. A dragagem enriquece a fotosfera em hélio e carbono, mas também em alguns elementos produzidos por captura "lenta" de neutrons (processos) tais como Y, Zr, Ba.

Este cenário pode ser verificado, por exemplo, através do estudo das nebulosas planetárias. A envoltória ejetada é ionizada pela radiação UV do núcleo remanescente, permitindo um diagnóstico das condições físicas do gás a partir do estudo das linhas de emissão.

As planetárias originárias de estrelas de menor massa (tipo II) devem apresentar uma correlação entre a abundância do nitrogênio e a do hélio, consequência da ação do primeiro episódio de dragagem. Na figura 1 é mostrado um gráfico entre as razões N/O e He/H, derivadas de espectros obtidos no Laboratório Nacional de Astrofísica (LNA) e que sugere uma correlação real entre elas. As originárias de estrelas de maior massa (tipo I) e que sofreram mais de um processo de dragagem, parecem ser uma sequência natural do enriquecimento das de tipo II. No entanto, análise feita com uma amostra maior de nebulosas de tipo I sugere uma situação mais complexa (Maciel, 1990). É preciso mencionar-se, no entanto, que análises baseadas em compilações de dados, sofrem o defeito de basearem-se em amostras heterogeneas, que podem mascarar correlações não muito fortes. Torna-se evidente a necessidade de observações que ampliem nossa base de dados, constituindo uma amostra mais ampla

e homogênea no que se refere a aquisição (detetor) e método de redução dos espectros. De qualquer forma, a amostra atual é consistente com o enriquecimento progressivo do N e do He nestes objetos.

O estudo da contaminação fotosférica das gigantes vermelhas antes da fase de formação da nebulosa planetária também leva a conclusões semelhantes. Nestas estrelas, devido sua baixa temperatura fotosférica ($T < 3000K$), o grau de excitação é muito baixo e a informação é devida essencialmente ao estudo das bandas do CH, C₂, NH, OH, CO. As razões isotópica $^{12}C/^{13}C$ e elemental C/N indicam valores consistentes com o primeiro processo de dragagem (ver, por exemplo, uma revisão recente por Barbuy 1989). Devido a baixa excitação da atmosfera, a abundância do He não pode ser estudada, dificultando o confronto com a teoria.

Na realidade, existem situações nas quais o He pode ser estudado na atmosfera de uma gigante vermelha. Esta, em geral, perde massa através de um vento estelar "frio" ($T < 1000K$) e de baixa excitação, que se expande com velocidades da ordem 20-40 km.s.⁻¹. Se a gigante vermelha fizer parte de um sistema binário, no qual a companheira emite uma grande quantidade de fótons ionizantes, então é possível formar-se uma região H II no vento e, através das linhas de emissão, diagnosticá-la. Este é um cenário possível para os sistemas simbióticos (Nussbaumer e Vogel 1987; de Freitas Pacheco e outros 1989). Recentemente, do estudo detalhado de dois sistemas simbióticos, HM Sge e KX TrA (de Freitas Pacheco e outros 1989; de Freitas Pacheco e Costa 1990) resultaram as abundâncias

Sistema	He/H	C/O	N/O
HM Sge	0.14	0.61	0.70
KX Tra	0.13	0.80	0.34

A análise da tabela mostra um claro enriquecimento do He e do N em ambos objetos e provavelmente do C em KX TrA, sugerindo para este último um estágio mais avançado de evolução. Estes resultados, ao menos de forma qualitativa, confirmam o cenário evolutivo descrito.

4. ESTRELAS MASSIVAS

Estrelas com massas iniciais superiores a 10 M_⊙ completam toda uma sequência de reações nucleares que levam a formação do Fe (Maeder e Meynet 1989). Acima de 40 M_⊙, a estrela passará pela fase Wolf-Rayet (WR), onde se destacam as fases WN e WC.

As estrelas WR são remanescentes de estrelas inicialmente muito massivas e que perderam suas envoltórias ricas em H através de um forte vento estelar ou, em alguns casos, através da transferência de massa para uma companheira em um sistema binário. A fase WN representa

a estrela quando a atmosfera fica contaminada pelos produtos da queima do H, enquanto que a fase WC, mais avançada, representa a contaminação pelos produtos da queima do He.

O teste deste cenário evolutivo pode ser efetuado comparando-se as razões C/He teórica e observacional.

Prantzos e outros (1986) e Maeder e Meynet (1987) efetuaram cálculos evolutivos incluindo o aumento por um fator 3, da taxa da reação $^{12}\text{C}(\alpha, \gamma)^{16}\text{O}$ (vide, Kettner e outros 1982). As abundâncias previstas por estes autores são dadas na tabela abaixo, onde incluímos também o oxigênio e o neon.

Abundâncias Teóricas em estrelas WC

Autor	C/He	O/C	Ne/He
Prantzos e outros	0,033	0,037	0,0054
	a	a	a
	0,83	2,30	0,018
Maeder e Meynet	0.066	0.23	0.0054
	a	a	a
	1,00	1,50,	0,031

Três diferentes grupos, incluindo o nosso, reportaram recentemente determinações da razão C/He em estrelas WC, usando métodos independentes. Smith e Hummer (1988) usaram linhas de recombinação dos íons do He e C no infra-vermelho. Torres (1988) usou linhas de recombinação no visível, enquanto que de Freitas Pacheco e Machado (1988) estudaram em detalhes a formação do duplete λ 5802, 5812 do C^{+3} . Os resultados desses estudos estão mostrados na figura 2, onde a razão C/He é dada em função do tipo WC (escala de temperatura). As linhas horizontais indicam os limites máximo e mínimo previstos pelos modelos de Prantzos e outros (1986) e Maeder e Meynet (1987). Podemos verificar de imediato que os valores de Smith e Hummer situam-se muito abaixo das previsões teóricas, discordando igualmente das abundâncias calculadas pelos dois outros grupos. Por outro lado, se estes últimos apresentam resultados consistentes com a teoria, divergem entre si, no sentido que Torres sugere um decréscimo da razão C/He na atmosfera das WC mais frias, enquanto que o oposto é indicado pelos valores de de Freitas Pacheco e Machado. A razão desta discrepância ainda não é clara, mas torna evidente a necessidade de uma melhoria nos modelos de envoltórias das WC. Mais ainda, torna-se necessário estender a análise ao oxigênio e ao neon, para que se possa verificar de forma mais segura a sequência de reações que envolvem a queima do He e captura-alfa.

5. NUCLEOSSINTESE EM NOVAS

Na seção 2. examinamos rapidamente o cenário no qual se desenvolve a explosão de uma nova. Tal cenário prevê que a intensidade da explosão está correlacionada como grau de contaminação da camada acrescida, por CNO. Isto, do ponto de vista observacional, parece ser efetivamente verificado (Williams e Gallagher 1979; de Freitas Pacheco e Codina 1985, embora uma base de dados de melhor qualidade ainda seja necessária.

Observações no ultra-violeta com o satélite IUE sugerem que a envoltória ejetada pela explosão de algumas novas possui uma alta abundância de neon (Williams e outros 1985; Sniijders e outros 1987). Este resultado implica que a anã-branca envolvida deve ter massa próxima ao limite de Chandrasekhar ($1,44 M_{\odot}$) e que deve ter uma estrutura do tipo O - Ne - Mg. A razão básica desta conclusão está fundamentada no fato que a temperatura alcançada pela explosão não é suficiente para produzir o neon. Logo, o mesmo foi dragado da anã-branca para a camada externa acrescida, sendo posteriormente ejetado. Esta interpretação nos possibilita igualmente entender o pré-enriquecimento de CNO. Neste caso, o carbono em excesso, convertido em nitrogênio, foi dragado de uma anã-branca de C-O.

A tabela abaixo mostra a abundância química do material ejetado por algumas novas recentes (década de 80), que puderam ser estudadas através de detetores de alta-performance.

Nova	He/H	N/O	C/O	Ne/O
Cr A 1981	0,41	0,77	0,054	1,1
Aql 1982	0,45	3,2	0,90	11,2
Cen1986	0,17	0,95		

Uma inspeção dos dados acima nos mostra imediatamente que o material ejetado é rico em nitrogênio, indicando que o material foi processado via o ciclo "quente" de queima do hidrogênio. A alta abundância do neon em Nova Aquilae 1982 sugere que a anã-branca presente no sistema tem uma estrutura do tipo O-Ne. A baixa abundância do carbono em Nova CrA não é facilmente compreensível. Por outro lado, a grande abundância de hélio no material ejetado não é uma consequência da explosão. A quantidade típica de massa ejetada é da ordem de $10^{-4} M_{\odot}$. Como cada núcleo de He formado libera 27,6 MeV, a formação do hélio observado implicaria na liberação total de cerca de $7 \cdot 10^{47}$ erg, que representa uma quantidade aproximadamente duas ordens de grandeza maior que o valor observado. Assim sendo, é provável que também o He tenha sido dragado de uma fina concha externa presente na estrutura da anã-branca.

6. CONCLUSÕES

O estudo da contaminação das atmosferas em estágios avançados da evolução, tem se mostrado profícuo para um melhor conhecimento dos processos físicos que ocorrem nos interiores estelares. Pelo menos nas fases aqui abordadas, existe um acordo qualitativo bastante aceitável entre as observações e as expectativas teóricas. As razões pelas quais ainda não são possíveis comparações mais quantitativas são as seguintes:

a) a determinação das abundâncias nas envoltórias passa necessariamente por uma "mo delagem" da mesma.

b) existe ainda um grande número de transições atômicas com erros apreciáveis nas forças de osciladores medidas e/ou calculadas.

c) não existe uma teoria adequada da turbulência através da qual se possa calcular coeficientes de transporte. Desta forma, a contaminação atmosférica, devida essencialmente a processos turbulentos, não pode ser calculada de forma confiável.

d) existem ainda incertezas nas taxas de perda de massa em fase avançadas, de curta duração, que dificultam o cálculo das trajetórias evolutivas.

É de se esperar que estas dificuldades venham a ser superadas nos próximos anos e que possamos ter efetivamente verificações mais quantitativas dos processos que acabamos de considerar.

REFERÊNCIAS

- BARBUY, B. 1989 - CNO in Red Giants - em publicação.
- BETHE, H. 1939, Phys.Rev. 55, 434.
- de FREITAS PACHECO, J.A. e CODINA, S.J. 1985, MNRAS 214, 481.
- de FREITAS PACHECO e MACHADO, M.A. 1988, A.J. 96, 365.
- de FREITAS PACHECO, J.A., CODINA, S.J. e LOPES, D.F. 1989, Ap.J. 337, 520.
- de FREITAS PACHECO, J.A. e COSTA, R. 1990 - Submetido.
- IBEN, I. 1985, Q.J.R. astr. Soc. 26, 1.
- KETTENER, K.U. e Outros 1982, Z. Physik A308, 73.
- MACDONALD, J. 1983 - in "Cataclysmic Variables and Related Objects" ed. M.Livro & G. Shaviv - Reidel.
- MACIEL, W.J. 1990 - Comunicação particular.
- MAEDE, A. e MEYNET, G. 1987, A.A. 182, 243.
- MAEDER, A. e MEYNET, G. 1989, A.A. 210, 153.
- NUSSBAUMER, H. e VOGEL, M. 1967, A.A. 182, 51.
- PRANTZOS, N., DOOM, C., ARNOULD, M. e de LOORE, C. 1986, Ap.J. 304, 695.
- SCHOENBERG, M. e CHANDRASEKHAR, S. 1942, Ap.J. 96, 161.
- SNIJDERS, M.A. e Outros 1987, MNRAS 325, 759.
- WILLIAMS, R. e GALLAGHER, J. 1979, Ap.J. 228, 482.
- WILLIAMS, M.A. e Outros 1987, MNRAS, 228, 329.

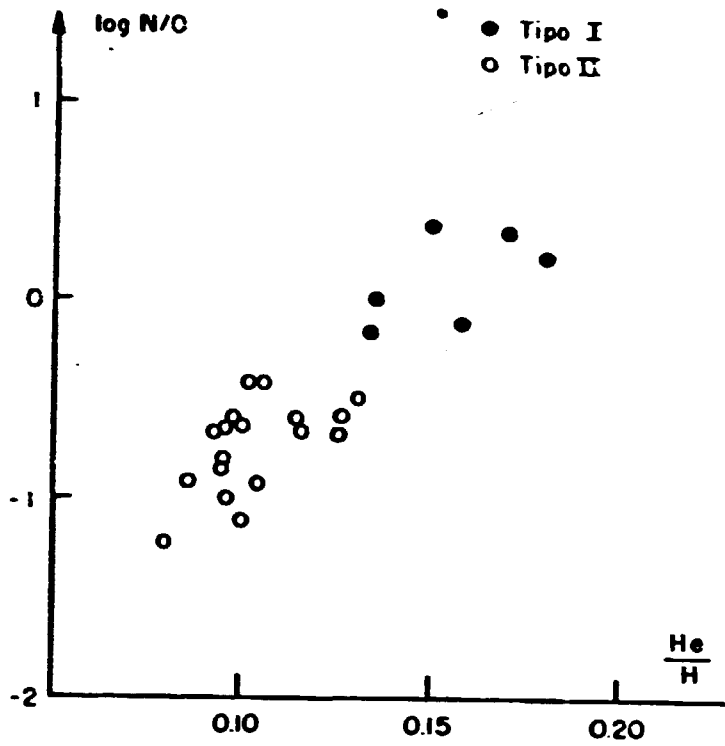


FIGURA 1

