

Evolução estelar pós-AGB

Roberto Ortiz

Escola de Artes, Ciências e Humanidades, USP, Av. Arlindo Bettio, 1000, 03828-000, São Paulo, SP, Brazil
e-mail: rortiz@usp.br

Recebido em 05 de maio de 2009; aceito em 21 de junho de 2009

Resumo. A partir do AGB (*Asymptotic Giant Branch*), a evolução estelar é marcada por diversos eventos que afetam radicalmente muitas características da estrela, tais como: composição química, luminosidade, temperatura, perda de massa, etc. Neste artigo são descritos diversos aspectos da evolução estelar durante a fase dos pulsos térmicos do AGB e nas etapas subsequentes, que finalmente levam à formação da nebulosa planetária. Aspectos teóricos e observacionais da evolução são apresentados e discutidos, incluindo observações em diversos comprimentos de onda, assim como a formação e observação do envoltório circunstelar durante a fase TP-AGB (thermal-pulsing) e sua evolução posterior. Também são apresentadas características típicas dos objetos que se encontram numa fase evolutiva intermediária entre a fase AGB e a formação da nebulosa planetária. Essas características são geralmente utilizadas como critério para a busca de novos candidatos a essa fase da evolução estelar.

Abstract. The evolution in the AGB (*Asymptotic Giant Branch*) is marked with several events that radically change several characteristics of the star, such as: its chemical composition, luminosity, temperature, mass-loss, etc. In this paper, the various aspects of the thermal-pulse AGB and its subsequent phases that lead to the formation of a planetary nebula are described. Theoretical and observational aspects of stellar evolution are described and discussed, including data obtained at several wavelengths, as well as the formation and observation of the circumstellar envelope developed during the TP-AGB (thermal-pulsing) phase and its subsequent evolution. The paper also includes typical characteristics of the objects that are found in a intermediate phase between the AGB and planetary nebula phases, which are generally used as criteria to search for new candidates for this evolutionary phase.

Palavras-chave. estrelas AGB – evolução pós-AGB – nebulosas planetárias

1. Introdução

A formação de uma nebulosa planetária geralmente não tem o mesmo destaque (na literatura e na mídia em geral) que a explosão de uma supernova, talvez porque a ejeção da nebulosa seja um evento bem menos espetacular. No entanto, em termos quantitativos, a contribuição das nebulosas planetárias para a *quantidade* de massa lançada ao meio interestelar é muito maior, haja vista a grande proporção entre estrelas de massa intermediária e alta. Shklovski (1956) talvez tenha sido o primeiro a notar a semelhança entre a tênue atmosfera das estrelas gigantes vermelhas e as nebulosas planetárias, e foram as características comuns a esses dois objetos que sugeriram que eles formariam uma sequência evolutiva. No entanto, a compreensão dos aspectos físicos dessa transição somente seria possível com o advento dos trabalhos teóricos acerca da estrutura e evolução estelar (Iben 1967, 1983).

A partir dos anos 1980, a Astronomia infravermelha deu um grande salto qualitativo e tornou-se realmente competitiva. O satélite infravermelho IRAS (Beichman et al. 1988) vasculhou 96% do céu em comprimentos de onda inacessíveis do solo, detectando milhares de estrelas gigantes com envoltórios circunstelares de poeira. Muitas dessas estrelas não possuem contrapartida visível, sendo detectadas somente no infravermelho, onde a emissão térmica de grãos de poeira circunstelares é máxima. Os espectros infravermelhos de baixa resolução (IRAS-LRS, Olmon et al. 1986) revelaram a ampla variedade de espécies químicas presentes nos grãos de poeira circunstelar. Mais recentemente,

tornaram-se disponíveis observações dos satélites ISO (de Graauw et al. 1996) e SPITZER (Fazio et al. 2004), direcionadas a alvos específicos, e de melhor resolução espacial e espectral. Graças a esses surveys infravermelhos, o número de objetos conhecidos nas fases AGB, pós-AGB e nebulosa planetária no disco galáctico tem aumentado substancialmente.

Neste artigo, a transição evolutiva entre as fases AGB e nebulosa planetária é discutida sob vários aspectos, teóricos e observacionais. Na seção 2 são apresentadas as principais características da fase AGB, à luz dos modelos teóricos; na seção 3, os diversos aspectos observacionais da fase TP-AGB (thermal-pulsing) são apresentados, incluindo o envoltório circunstelar à luz dos dados obtidos no infravermelho e em radiofrequências; na seção 4, são apresentadas as previsões dos modelos teóricos para a ejeção do envoltório da estrela; a seção 5 apresenta os principais critérios encontrados na literatura para a busca de objetos que se encontram na fase de transição, entre o AGB e a nebulosa planetária; na seção 6 especial ênfase é dada à ejeção da nebulosa, incluindo dados observacionais de alguns objetos e uma comparação com as previsões dos modelos teóricos; a seção 7 é destinada a discutir alguns problemas que permanecem em aberto, bem como são sugeridas algumas observações que poderiam levar à elucidação de alguns pontos ainda controversos da teoria dessa fase da evolução estelar.

2. A fase TP-AGB

O AGB (*Asymptotic Giant Branch*) é um ramo do diagrama HR, localizado no prolongamento do ramo horizontal e que

confunde-se parcialmente com o ramo das gigantes vermelhas (RGB ou *Red Giant Branch*). Resultado natural da evolução de estrelas com massa entre $0.5 < M/M_{\odot} < 5 \sim 8$, (Bressan et al. 1993) mais de 95% das estrelas do universo passarão pela fase AGB após o esgotamento do processo triplo- α em seu núcleo. Nessa fase, a estrutura da estrela compreende: (i) um núcleo inerte, composto por C e O (com $[C/O] \approx 0.1 - 1$, dependendo da massa da estrela), que contém uma parte substancial da massa da estrela ($0.5 \sim 1.0 M_{\odot}$) e onde os elétrons estão no estado degenerado; (ii) uma fina camada de He, que por vezes é responsável pela luminosidade da estrela; (iii) um envoltório convectivo de H, que compreende a maior parte do volume da estrela e em cuja base opera o ciclo p-p durante a maior parte do tempo da fase TP-AGB (a ser discutida adiante); (iv) um envoltório circunestelar de gás e poeira, presente em praticamente todas as estrelas AGB (seção 3).

Em termos evolutivos, o ramo AGB pode ser dividido em duas fases: na primeira delas, também chamada de *early-AGB*, a luminosidade da estrela é gerada pela queima de He numa camada *em torno* do núcleo inerte da estrela, composto basicamente por C e O. Na segunda fase, chamada de *thermal pulsing-AGB* (TP-AGB), o ciclo p-p opera na base do envoltório convectivo, e durante 90% do tempo é a fonte primária de energia da estrela. No entanto, toda vez que a massa da camada adjacente interna de He atinge $10^{-2}M_{\odot}$, a reação $3^4\text{He} \rightarrow ^{12}\text{C}$ é reiniciada e torna-se temporariamente a fonte dominante de energia da estrela, inibindo o ciclo p-p na camada acima. Como os elétrons dessa camada encontram-se no estado degenerado, a energia gerada pelo processo triplo- α é inicialmente utilizada para remover a degenerescência eletrônica do gás. O súbito aumento da taxa de produção de energia gerada pela queima de He (*flash* do He) aumenta a temperatura da região, contudo sem acarretar em aumento de pressão e por conseguinte a expansão local do gás, porque a pressão de degenerescência não depende da temperatura, mas da densidade. O resultado é que a queima de He nessa camada produz alta luminosidade (localmente), que irá diminuir somente após a remoção da degenerescência eletrônica. Posteriormente, com a queima da maior parte do He nessa camada, o processo triplo- α cessa e o ciclo p-p retoma o papel de suprir a luminosidade da estrela na base do envoltório convectivo.

A duração da fase *early-AGB* depende da massa do núcleo, mas é de cerca de 10^7 anos para $M < 3M_{\odot}$ (Iben & Renzini 1983, Vassiliadis & Wood 1993). Por outro lado, a duração da fase TP-AGB é de apenas um décimo desse valor, para o mesmo intervalo de massa. Os pulsos térmicos durante a fase TP-AGB ocorrem dezenas de vezes, em intervalos de $\sim 10^5$ anos (Fig. 1), sendo que imediatamente após um *flash* do He a estrela sofre um súbito acréscimo de brilho durante um breve período (~ 500 anos), seguido de um período mais longo (15 – 20% do ciclo) durante o qual a luminosidade diminui a 50%. Posteriormente, a estrela recupera gradualmente sua luminosidade *pré-ciclo* até o próximo *flash* (Fig. 1). Embora a luminosidade da estrela varie ao longo do ciclo, seu valor médio cresce ao longo do AGB, podendo atingir $5.6 \times 10^4 L_{\odot}$ (Wood et al. 1983).

Quando uma estrela chega ao AGB, a abundância de O é geralmente maior que a de C, como ocorre na maior parte das estrelas do Universo. Durante um pulso térmico, a base do envoltório convectivo de H pode penetrar na região de interface entre as camadas onde “queimam” H e He (rica em ^{12}C), levando o material recém-processado até a superfície da estrela. Esse processo é chamado de *ter-*

ceiro episódio de dragagem e é o responsável pelo enriquecimento da atmosfera das estrelas TP-AGB com C, fazendo com que $[C/O] > 1$. As estrelas que já passaram por esse processo são frequentemente chamadas de *estrelas de carbono* (ou simplesmente *carbonadas*), em contraposição às estrelas de classe espectral M. Além do C, outros elementos produzidos por captura lenta de nêutrons (processo-s) também são “dragados” para a atmosfera da estrela durante a 3a. dragagem, tais como o Zr, Nb, Mo, Ru, etc (Iben & Renzini 1983). Neste caso, a fonte de nêutrons são reações semelhantes a $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$, principalmente $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$ (Gallino et al. 1998) operando na região entre as camadas que “queimam” H e He. Esses nêutrons, se capturados por outros núcleos, formam elementos mais pesados que eventualmente podem ser “dragados” para a atmosfera da estrela, modificando suas abundâncias químicas.

3. Características observacionais da fase TP-AGB

Talvez a característica mais impressionante das estrelas na fase TP-AGB seja o tamanho de seu envoltório circunestelar e a alta taxa de perda de massa, superior a qualquer outra fase de sua evolução. O objeto *IRC+10216* é uma forte fonte de infravermelho detectada durante o *Two Micron Star Survey* (Neugebauer & Leighton 1969). No artigo original, Becklin et al. (1969) mostraram que a distribuição espectral de energia desse objeto corresponde a uma temperatura efetiva de apenas 650K, muito baixa para uma fotosfera, mas compatível com a emissão térmica de um envoltório circunestelar de poeira. Outro objeto com características semelhantes é *IRC+10011*, cuja ocultação pela Lua revelou que a emissão infravermelha origina-se de um objeto cujas dimensões são várias ordens de grandeza superiores ao tamanho de uma gigante (Zappala et al. 1974). Essas observações confirmaram a existência de uma classe de estrelas gigantes vermelhas com extensos envoltórios circunestelares de poeira, formados a partir de moléculas tais como o CO e diversos tipos de silicatos, que sobrevivem normalmente próximo a estrelas frias. A opacidade dos grãos de poeira à radiação estelar contribui para a aceleração da matéria circunestelar como um todo, facilitando a perda de massa (Netzer & Elitzur 1993). Modelos teóricos e observações indicam que a taxa de perda de massa na fase TP-AGB varia entre 10^{-7} e $10^{-4}M_{\odot}/\text{ano}$ (Bedijn 1987, Groenewegen et al. 2007). Se lembrarmos que essas estrelas são muitas ordens de grandeza mais abundantes do que as precursoras de supernovas tipo II (Salpeter 1955), podemos concluir que a matéria interestelar é predominantemente constituída pelo material expelido por estrelas AGB e de sua fase subsequente, as nebulosas planetárias.

As dimensões relativas da estrela e do envoltório circunestelar podem ser estimadas através de observações em diversos comprimentos de onda. O raio típico de uma estrela AGB com $T_{\text{ef}} = 2500\text{K}$ e luminosidade $L = 6000L_{\odot}$ é de $3 \times 10^{13}\text{cm}$ ou 2 U.A. Se considerarmos que os grãos se condensam à temperatura de 900K e que estão em equilíbrio térmico, então eles se formarão a uma distância a partir de $\sim 8 R_{\star}$ da estrela. Por outro lado, observações em rádio-frequências mostram que o envoltório circunestelar comumente estende-se até $\sim 1000R_{\star}$ da estrela central.

Muitas estrelas AGB apresentam emissão *maser* ou estimulada, indicando que a população dos níveis moleculares apresenta grandes desvios do equilíbrio termodinâmico. Elitzur (1992) discute em detalhe modelos teóricos de masers e constitui-se em bibliografia básica sobre o

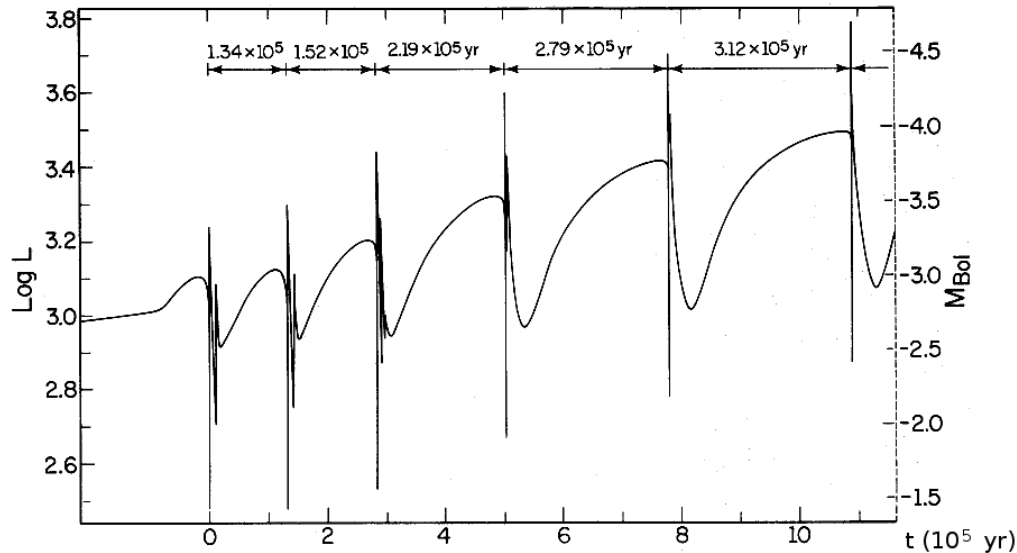


Figura 1. A luminosidade (relativa ao Sol) em função do tempo t , de uma estrela TP-AGB com $0.6 M_{\odot}$, em unidades de 10^5 anos, contado a partir do primeiro pulso térmico. As setas indicam a duração de cada ciclo (em anos), que se inicia a cada *flash* do He. (Iben 1982, reproduzido sob a permissão da *American Astronomical Society, AAS*).

assunto. A descoberta de emissão maser circunstelar é devida a Wilson & Barrett (1968), que detectaram intensa emissão de OH em $\lambda = 18$ cm, na direção da “estrela infravermelha” *NML Cygni*. Na realidade, a emissão maser é observada em 3 distintas transições dessa molécula, nas frequências de 1612, 1665 e 1667 MHz. Em estrelas que possuem um espesso envoltório de poeira, geralmente devido à intensa perda de massa, a emissão maser predominante ocorre na frequência de 1612 MHz. Neste caso, o objeto é geralmente denominado “OH/IR” e a emissão maser é de tipo II (ou “satélite”). Os objetos OH/IR geralmente não possuem contrapartida visível porque a estrela é completamente obscurecida pelo seu envoltório, de onde provém a emissão infravermelha observada. Por outro lado, estrelas cujo envoltório de poeira possui menor profundidade óptica e que apresentam contrapartida visível apresentam emissão maser predominantemente em 1665 e 1667 MHz, e o maser é classificado como tipo I (ou “principal”). A grande maioria dos masers de OH é de duplo pico devido ao efeito Doppler, indicando que o envoltório de OH afasta-se da estrela com velocidade de ~ 15 km/s. Há também um número significativo de masers de pico único e com perfis de linha mais complexos, indicando que o envoltório circunstelar pode apresentar grandes desvios da simetria esférica. Além do OH, outras transições *maser* moleculares têm sido observadas na direção de estrelas AGB, principalmente SiO, H₂O e HCN.

Estrelas TP-AGB também podem apresentar *pulsões*, sem relação direta com os pulsos térmicos discutidos na seção 2, que ocorrem a intervalos de tempo bem maiores. As variáveis de longo período (*long-period variables, LPV*, ou simplesmente *miras*) são estrelas AGB que têm período bem definido, 300 dias em média, e curva de luz de grande amplitude, podendo facilmente atingir 5 magnitudes na banda V (de pico a pico). As variáveis semi-regulares (*Semi-regular variables, ou SR*) têm período da ordem de 150 dias e menor amplitude de variabilidade do que as miras. Há ainda estrelas AGB que são variáveis irregulares (designadas pela letra *L*) e não-variáveis. O período de pulsação está diretamente relacionado com a massa da estrela (Feast 1963, Feast & Whitelock 1987, Jura & Kleinmann 1992), com a taxa de

perda de massa (Vassiliadis & Wood 1993) e com o *modo* de pulsação (Wood 1974). Os modelos teóricos buscam explicar por que as estrelas OH/IR, geralmente têm períodos maiores (até 3000 dias) do que variáveis do tipo *mira*, por exemplo (Harvey et al. 1974, Herman et al. 1984).

A luminosidade máxima de uma estrela no RGB é de $\sim 2.5 \times 10^3 L_{\odot}$. Por outro lado, observações de estrelas AGB nas Nuvens de Magalhães (Wood et al. 1983, Groenewegen et al. 2007) revelaram a existência de estrelas com até $5.6 \times 10^4 L_{\odot}$, com um valor médio de $\sim 5 \times 10^3 L_{\odot}$. No bojo galáctico foram observadas estrelas OH/IR com luminosidade de até $4.4 \times 10^4 L_{\odot}$, embora o valor médio esteja mais próximo de $\sim 7 \times 10^3 L_{\odot}$ (Ortiz et al. 2002). A alta luminosidade, aliada à relação bem definida entre o período de pulsação e a luminosidade (Feast et al. 1989, Glass et al. 1995), fazem das variáveis tipo *mira* um ótimo padrão de distância, que tem sido frequentemente utilizado como *standard candle* em galáxias próximas (Whitelock et al. 2009).

4. O final da fase AGB e a ejeção da nebulosa

No final da fase AGB, a luminosidade aumenta lentamente, até atingir um valor crítico, além do qual o envoltório estelar de hidrogênio sofre uma instabilidade dinâmica, que por sua vez gera intensa perda de massa (Tuchman et al. 1978). Juntamente com esse fenômeno, o modo de pulsação da estrela muda do primeiro (ou segundo) harmônico para o modo fundamental (Wood 1974). De fato, a pulsação no modo fundamental, cujo período é mais longo, é frequentemente observada em estrelas OH/IR, e resulta na intensa perda de massa comumente observada nessas estrelas, de até $10^{-4} M_{\odot}$ /ano.

É somente durante os últimos pulsos térmicos que ocorre a fase de perda de massa mais intensa, o *super-vento* (Renzini 1981). Após cada pulso, a luminosidade da estrela diminui à metade durante um tempo equivalente a cerca de 15% do ciclo (Fig. 1). Posteriormente, a luminosidade recupera-se gradativamente, atingindo novamente seu valor original durante a segunda metade do ciclo, período em que ocorre o *super-vento*. Bastam 2 ou 3 ciclos para

que a estrela expulse todo o seu envoltório de hidrogênio, restando somente seu núcleo de C e O, sob uma fina camada de H e He. Diante do exposto acima, podemos concluir que a maioria das estrelas deixarão o AGB queimando H, enquanto nas estrelas restantes o He consistirá na fonte primária de energia após a fase AGB. Há ainda a possibilidade da estrela deixar o AGB na iminência de iniciar um novo ciclo. Neste caso, o pulso térmico poderá ocorrer *após* a estrela deixar o AGB, e ela passará a queimar He na fase pós-AGB. Parte da camada convectiva de He penetrará na camada superior de H e a estrela retornará ao ramo das gigantes, onde permanecerá durante apenas algumas centenas de anos, antes de deixar definitivamente o AGB (Iben 1984, Bloeker 1995). Estrelas variáveis do tipo *R Coronae Borealis* talvez estejam neste estágio evolutivo (seção 5.1).

Após a ejeção do envoltório de H, a luminosidade da estrela permanece constante, enquanto seu núcleo parece cada vez mais quente, fazendo com que a estrela percorra uma trajetória horizontal no diagrama HR. Modelos teóricos (Schoenberner 1981, 1983; Vassiliadis & Wood 1994; Bloeker 1995) mostram que o tempo decorrido entre o fim do AGB e a ionização da nebulosa depende da massa da estrela e da metalicidade, mas é tipicamente 2×10^3 anos, para $M_{\text{núcleo}} = 0.63 M_{\odot}$ (correspondente à massa na sequência principal $M_{\text{SP}} = 2.0 M_{\odot}$ e metalicidade $Z = 0.02$). Durante esse período, a luminosidade da estrela permanece aproximadamente constante, $L = 8.0 \times 10^3 L_{\odot}$. Apenas para comparação, uma estrela com $M_{\text{núcleo}} = 0.90 M_{\odot}$ ($M_{\text{SP}} = 5.0 M_{\odot}$) ionizará a nebulosa em menos de 10^2 anos, enquanto uma outra com $M_{\text{núcleo}} = 0.57 M_{\odot}$ (correspondente a $M_{\text{SP}} = 1.0 M_{\odot}$), precisará de aproximadamente 2×10^4 anos.

5. A busca por objetos de transição

Na literatura, os objetos que deixaram o AGB são designados por diversos nomes, de acordo com suas características observacionais: pós-AGB, proto nebulosas planetárias, OH/PN, etc. Diante da variedade de denominações e a dificuldade de se estabelecer o exato status evolutivo desses objetos, talvez seja mais prudente chama-los de *objetos de transição* como fazem alguns autores.

Na seção 4 vimos que o tempo decorrido entre a ejeção do envoltório de H e a ionização da nebulosa é extremamente curto, o que significa que, em termos comparativos, não devem existir muitos objetos nessa fase evolutiva. Por outro lado, estes devem exibir algumas características muito peculiares, que nos permitem diferencia-los inequivocamente das demais estrelas. Nesta seção, são apresentados os principais critérios utilizados para selecionar candidatos a objetos de transição, porém como alguns incluem características também encontradas em objetos jovens, tais como estrelas T Tauri e proto-estrelas, sua natureza pode ser bem estabelecida somente determinando-se suas abundâncias químicas, que devem refletir as mudanças de composição ocorridas durante a fase AGB. Um catálogo de objetos de transição foi compilado por Szczerba et al. (2007) e constitui-se na mais extensa base de dados atualmente disponível.

5.1. Estrelas super e hiper-gigantes com excesso de infravermelho

Com a expulsão do envoltório da estrela, aumenta o raio de sua atmosfera, diminuindo a gravidade. Praticamente

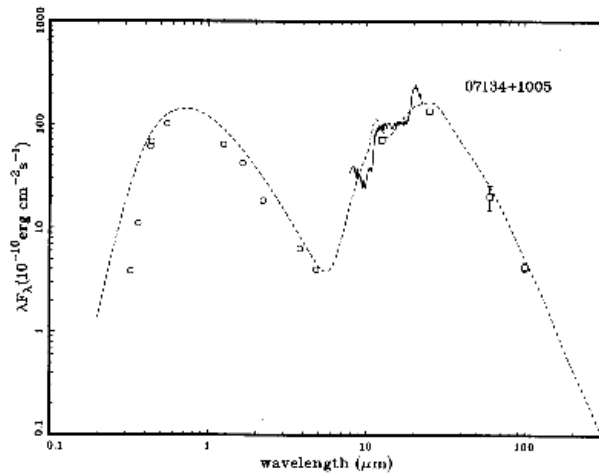


FIG. 2

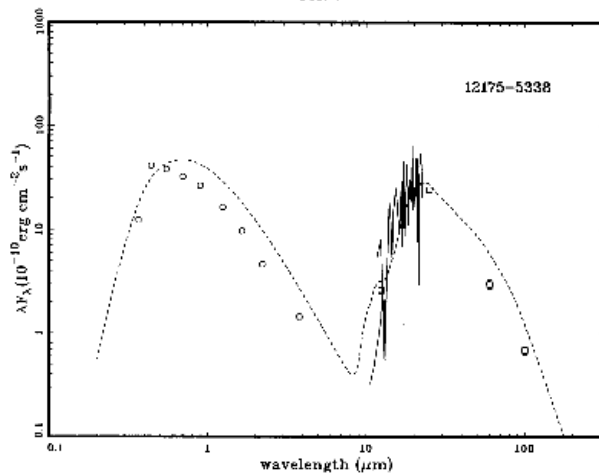


Figura 2. Distribuição espectral de energia (SED) de dois objetos de transição: *IRAS 07134+1005* e *IRAS 12175-5338*. O máximo da distribuição próximo a $\lambda = 0.7 \mu\text{m}$ é devido à emissão fotosférica da estrela, avermelhada pelo envoltório circumstelar de poeira, enquanto o máximo em $\lambda \approx 20 \mu\text{m}$ é devido à emissão térmica de poeira do envoltório (Hrivnak et al. 1989, reproduzido sob a permissão da *American Astronomical Society, AAS*).

todas as estrelas supergigantes (ou hipergigantes) com alta latitude galáctica devem ser objetos de transição, devido à escassez de estrelas jovens distantes do plano galáctico. Muitos objetos de transição têm sido encontrados selecionando-se estrelas luminosas em altas latitudes (Parthasarathy et al. 1993, 1995), principalmente supergigantes de classe espectral entre F e G. Depois que Bidelman (1951) confirmou a existência de supergigantes em altas latitudes galácticas, Parthasarathy & Pottasch (1986) e Lamers et al. (1986) foram os primeiros a sugerir que algumas delas não seriam estrelas massivas ejetadas do plano, mas objetos em estágios avançados de evolução. Essa hipótese foi proposta para tentar explicar o excesso de emissão no infravermelho observado em direção a algumas dessas estrelas (Treffers et al. 1976, Tapia 1982), assim como a presença de linhas de emissão moleculares de origem circumstelar (Lambert et al. 1981). Observações posteriores, efetuadas pelo satélite IRAS, levariam à detecção de muitas outras estrelas candidatas a objetos de transição (Hrivnak et al. 1989, Trams et al. 1991, Oudmaijer et al. 1992).

Estrelas do tipo *UU Herculis* por exemplo, são variáveis pulsantes situadas em altas latitudes galácticas que apre-

sentam curva de luz de pequena amplitude (cerca de 0.1 magnitude) e dois períodos simultâneos, às vezes intercalados por fases de brilho constante. A raridade de objetos massivos em altas latitudes galácticas e a existência de excesso de infravermelho em algumas delas indicam que muitas estrelas desta classe são, na realidade, objetos de transição.

Estrelas *RV Tauri* são supergigantes pulsantes, com período entre 30 ~ 150 dias, embora a curva de luz nem sempre seja regular, alternando mínimos profundos e discretos. Geralmente são de tipo espectral F, G ou K e frequentemente apresentam excesso de emissão no infravermelho, que indica a presença de matéria circunelar, provavelmente ejetada durante a fase AGB. O protótipo da classe tem período de 78.7 dias, ao longo dos quais sua magnitude varia entre 9.8 e 13.3, e seu tipo espectral entre G2 e M2.

Estrelas variáveis do tipo *R Coronae Borealis* (*R CrB*) são supergigantes deficientes em H e ricas em C que irregularmente sofrem abruptas quedas de luminosidade, podendo atingir 9 magnitudes. Esses episódios parecem estar relacionados com a presença de um envoltório espesso de poeira, formado graças ao súbito e intenso episódio de perda de massa da estrela. Uma das hipóteses para explicar o fenômeno *R CrB* consiste em episódios de perda de massa mais intensa, que produziriam um envoltório circunelar temporariamente opaco à radiação. Por outro lado, a baixa gravidade superficial seria resultante da expulsão do envoltório da estrela, o que confirmaria a natureza de um objeto de transição. O catálogo de Szczerba et al. (2007) inclui 36 estrelas do tipo *R CrB* com alta probabilidade de serem objetos de transição. Esta categoria inclui o “objeto de Sakurai” (Duerbeck & Benetti 1996) e *FG Sge* (Sparks & Kutter 1973) que, além de apresentarem variabilidade, têm exibido aumento na abundância de Y, Zr, Ce e outros elementos gerados durante a fase AGB por processos (Langer et al. 1974) em escalas de tempo que variam de 1 a 10^3 anos (Christy-Sackmann & Despain 1974).

Um dos objetos de transição mais espetaculares já descobertos é *HR 4049* (*HD89353 = IRAS 10158-2844*). Trata-se de um sistema binário cerrado com período de 429 dias, composto por uma hiper ou supergigante de tipo espectral B9.5Ib-II e uma companheira de baixa massa (ainda não detectada), presumivelmente uma anã tipo M ou uma anã-branca (Waelkens et al. 1991; van Winckel et al. 1995). O sistema apresenta excesso de emissão nas bandas IRAS, provavelmente devido à presença de um envoltório circunelar de poeira remanescente da fase AGB. A linha $H\alpha$ tem perfil *P Cygni* enquanto outras linhas da série de Balmer aparecem parcialmente preenchidas (Bakker 1995), sugerindo intensa perda de massa. Seu espectro é compatível com o de uma estrela de $T_{\text{ef}} \approx 7500\text{K}$ e $\log g \approx 1.0$. A composição química porém, é inusitada: baixíssima metalicidade ($[\text{Fe}/\text{H}] = -4.8$, Waelkens et al. 1991) e abundâncias de C, N, O e S semelhantes ao valor solar (Lambert et al. 1988). Além do Fe, outros elementos, tais como o Mg, Ca, Si e Cr, têm abundância quase duas ordens de grandeza abaixo do valor solar (Waelkens et al. 1991, Bakker et al. 1996). Segundo Mathis & Lamers (1992), inicialmente a abundância fotosférica desses elementos seria próxima à solar, contudo durante a formação do envoltório circunelar de poeira, esses átomos teriam se depositado sobre os grãos, causando uma aparente sub-abundância na fotosfera da estrela.

5.2. Distribuição espectral de energia bimodal

Os objetos de transição cuja distribuição espectral de energia (*Spectral Energy Distribution, SED*) é de duplo pico (ou bimodal) são descobertos em surveys, principalmente no infravermelho médio (IRAS, MSX, etc.). O máximo no infravermelho médio (Fig. 2) é consequência da emissão térmica de grãos de poeira do envoltório circunelar, que ocorre geralmente em $\lambda \approx 20\mu\text{m}$. O máximo mais “azul” corresponde à emissão fotosférica avermelhada pelo envoltório circunelar, geralmente em $\lambda = 0.4 \sim 2\mu\text{m}$, dependendo da temperatura da estrela e da profundidade óptica de seu envoltório circunelar. Entre os dois máximos há uma considerável diminuição de intensidade da SED, especialmente próximo a $\lambda = 5\mu\text{m}$. Combinando dados fotométricos no infravermelho próximo e médio é possível encontrar candidatos a objetos de transição, inclusive na região do plano galáctico. No entanto, sua natureza deve ser confirmada por meio de observações adicionais, sobretudo a análise de abundâncias, o que requer que o objeto tenha contrapartida visível, nem sempre existente.

Os objetos dessa categoria geralmente são descobertos selecionando-se fontes no infravermelho médio cujos índices de cor encontram-se dentro de certos intervalos bem definidos. van der Veen & Habing (1988) utilizaram o diagrama de cor $[12-25] \times [25-60]$ para estudar a evolução estelar além da fase AGB (Fig. 3). Eles observaram que, à medida que uma estrela desenvolve um envoltório circunelar de poeira, ela desloca-se para regiões bem características no diagrama de cor $[12-25] \times [25-60]$, dependendo da composição química do envoltório (basicamente a razão $[\text{C}/\text{O}]$) e da profundidade óptica (relacionada à taxa de perda de massa). A sequência de estrelas AGB, ordenadas de acordo com a profundidade óptica do envoltório, distribui-se ao longo das regiões I, II e III do diagrama, enquanto as nebulosas planetárias encontram-se majoritariamente na região V. Portanto, os autores concluíram que os objetos de transição deveriam ocupar principalmente a região denominada ‘IV’, intermediária entre as estrelas AGB e as nebulosas planetárias. Diversos candidatos a objetos de transição têm sido identificados segundo critérios de índice de cor IRAS (Kwok et al. 1987, van der Veen et al. 1989, Hu et al. 1993, Suárez et al. 2006) e modelos teóricos propondo explicar a evolução estelar em diagramas cor-cor têm sido propostos (Volk & Kwok 1989, van Hoof et al. 1997).

Com o advento de novos surveys no infravermelho médio, outros critérios de índices de cor, em outras bandas fotométricas, têm sido propostos. Ortiz et al. (2005) utilizaram fotometria do survey MSX (*Midcourse Space Experiment*, Egan 1998) para estudar a distribuição de estrelas AGB de carbono, OH/IR, objetos de transição e nebulosas planetárias em diagramas de cor. Eles observaram que os objetos OH/IR estão distribuídos em duas regiões bem definidas do diagrama, separados por um gap (Fig. 4). Um desses grupos de estrelas OH/IR está localizado na mesma região do diagrama ocupada pelas nebulosas planetárias e objetos de transição, e portanto devem ser estrelas prestes a se tornarem objetos de transição, embora o perfil maser de OH pareça normal na maioria dos casos. Uma comparação entre esses resultados com os modelos teóricos de Volk (1998, comunicação particular), mostrou que o gap que separa os dois grupos é resultado da rápida evolução estelar na fase que precede o supervento e os objetos que se encontram nessa região podem ser considerados candidatos a objetos de transição.

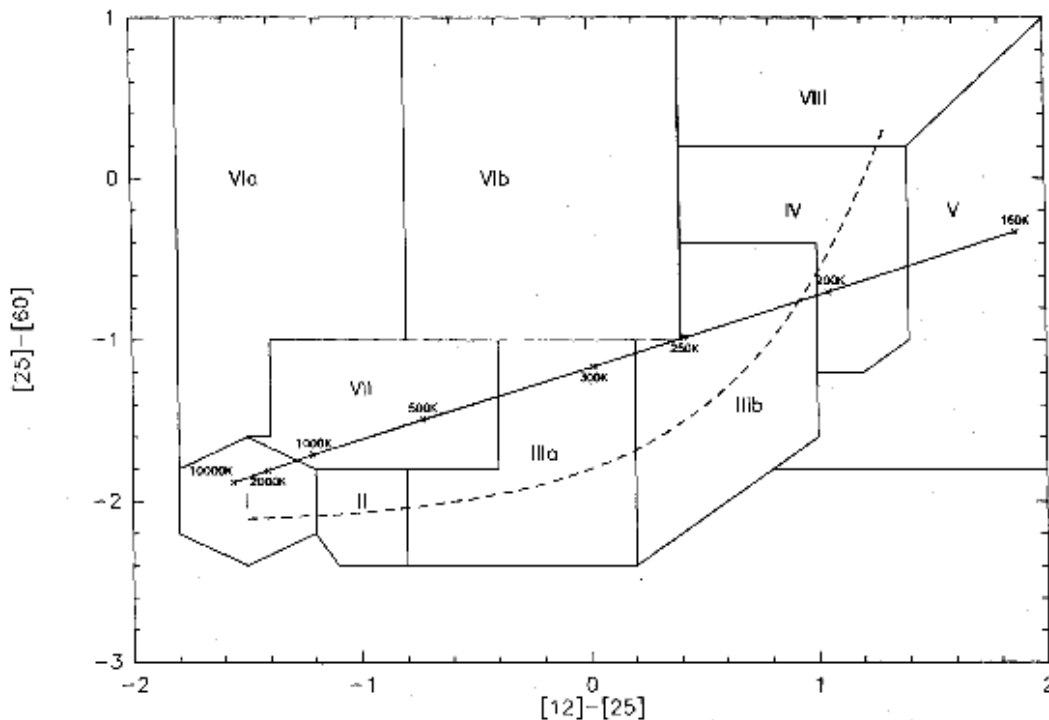


Figura 3. Diagrama cor-cor IRAS, mostrando a sequência evolutiva ao longo do AGB (linha tracejada). O envoltório circunstar de poeira desenvolve-se à medida que a estrela desloca-se pelas regiões I, II, IIIa e IIIb. A região IV contém objetos de transição e a região V as nebulosas planetárias (van der Veen & Habing 1988, reproduzido sob permissão).

5.3. Nebulosas de reflexão compactas

Os primeiros objetos de transição a serem identificados foram *AFGL 618* (Westbrook et al. 1975) e *AFGL 2688* (Nebulosa do “Ovo”, Fig. 5, Ney et al. 1975). As nebulosas de reflexão associadas a objetos de transição geralmente apresentam distribuição espectral de energia bimodal, com temperatura de cor da ordem de poucas centenas de Kelvin. Portanto, esses objetos podem ser encontrados combinando-se dados de fluxo no infravermelho (IRAS, MSX, AFGL, etc.) com dados de imageamento, por exemplo.

Devido à grande variedade de moléculas presentes, o espectro nebular geralmente tem muitas linhas e bandas de emissão moleculares em radiofrequências e no infravermelho. Observações do satélite ISO (*Infrared Satellite Observatory*, de Graauw et al. 1996) mostram que o espectro infravermelho de objetos de transição é frequentemente rico em espécies carbonadas sólidas, i.e. devido à presença desses compostos depositados sobre grãos (Beintema et al. 1996). Entre 3 e 20 μm , existem numerosas linhas e bandas moleculares não identificadas (*Unidentified InfraRed*, *UIR*, Fig. 6), geralmente atribuídas a hidrocarbonetos aromáticos policíclicos (*Polycyclic Aromatic Hydrocarbons*, *PAH*, Waters et al. 1999). A sobrevivência dessas moléculas é garantida graças aos grãos circunstelares, que agem como uma barreira óptica, impedindo que os fótons mais energéticos dissociem as espécies moleculares mais suscetíveis à dissociação por fontes ionizantes.

AFGL 618 foi descoberta durante o survey infravermelho conduzido pelo *Air Force Geophysical Laboratory* (Price & Walker 1976). Sua temperatura de cor é de apenas 200 K, e imagens obtidas no infravermelho e no visível mostram uma nebulosa bipolar, cujos lobos estão separados

por cerca de 7 segundos de arco (Westbrook et al. 1975). O espectro da nebulosa é de absorção (Schmidt & Cohen 1981), o que confirma tratar-se de uma nebulosa de reflexão iluminada por uma estrela de tipo espectral B0, sem contrapartida no visível. Observações em 15 GHz (Wynn-Williams 1977) revelaram que a emissão rádio é de natureza térmica, indicando que a fotoionização deste objeto já deve ter se iniciado nas porções mais internas da nebulosa. Em sua parte mais externa existe um enorme envoltório molecular em expansão, à velocidade de 20 km/s (Lo & Bechis 1976), valor bastante similar ao comumente encontrado em estrelas OH/IR, por exemplo. Ao mesmo tempo, medidas da linha de CO mostraram que também existe um vento muito mais rápido, com velocidade superior a 190 km/s (Gammie et al. 1989, Cernicharo et al. 1989), similar ao que tem sido observado em nebulosas planetárias (Perinotto 1993). Entre as espécies moleculares já encontradas na nebulosa estão diversas moléculas carbonadas, tais como CO (Zuckerman et al. 1977), HC_3N (Jewell & Snyder 1984), HCN (Deguchi et al. 1986), CS, SiO, HNC, HCO^+ , CH_3CN e HC_5N , entre outras (Bujarrabal et al. (1988)). O espectro infravermelho também contém bandas características de moléculas carbonadas, tais como as bandas em 3.4 μm (devido à ligação C-H) e em 12 μm (devido ao SiC), ambas em absorção (Lequeux & Jourdain de Muizon 1990). Conforme discutido na seção 2, a razão de abundância $[\text{C}/\text{O}] > 1$ é uma evidência do terceiro episódio de dragagem, ocorrido durante a fase TP-AGB.

No catálogo de objetos de transição de Szczerba et al. (2007) há apenas 4 objetos catalogados como nebulosas de reflexão entre os 326 indicados como “alta probabilidade de serem Pós-AGB”. A “pegada de Minkowski” (*M1-92*, Minkowski 1946) é de morfologia bipolar, assim como *AFGL 618* e a “nebulosa do Bumerangue” (*ESO 172-7*,

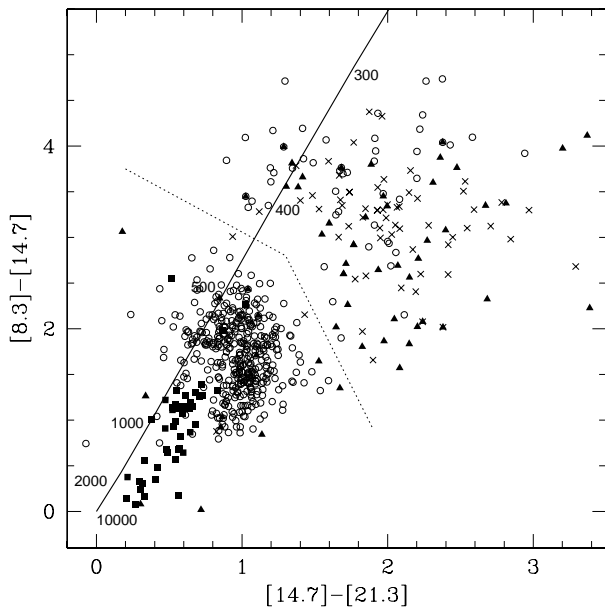


Figura 4. Diagrama de cor MSX para estrelas de carbono (quadrados), estrelas OH/IR (círculos), objetos de transição (triângulos) e nebulosas planetárias (cruzes). A linha contínua refere-se à curva de corpo negro e suas respectivas temperaturas. Com o início do supervento, a estrela cruza a *gap* marcado pela linha pontilhada em cerca de 10^2 anos, dirigindo-se à região do diagrama onde encontram-se as estrelas OH/IR com excesso de infravermelho, objetos de transição e nebulosas planetárias. (Ortiz et al. 2005, reproduzido sob permissão).

Taylor & Scarrott 1980), este último ausente no catálogo de Szczerba et al. (2007). Outros objetos apresentam formatos peculiares, tais como a “Nebulosa do Ovo” (*AFGL 2688*, Fig. 5) e o “Retângulo Vermelho” (*AFGL 915*). Todos apresentam forte polarização ($\sim 60\%$) devido à reflexão da luz da estrela pelos grãos da nebulosa. Comparando-se a magnitude obtida de antigas placas fotográficas com medidas mais recentes, observou-se que *AFGL 618* e *AFGL 2688* têm se tornado mais brilhantes, à razão de ~ 0.06 e ~ 0.05 mag/ano, respectivamente (Gottlieb & Liller 1976). Esses resultados reforçam a interpretação de que esses objetos estão rapidamente expulsando o remanescente do envoltório desenvolvido durante a fase AGB e tornando-se uma nebulosa planetária.

6. A formação da nebulosa planetária

O estudo da morfologia e dinâmica das nebulosas planetárias pode fornecer muitos indícios sobre exatamente como se dá a formação da nebulosa após a ejeção da atmosfera da estrela. Muitas estrelas centrais de nebulosas planetárias apresentam linhas espectrais com perfil do tipo *P Cygni* cujas larguras indicam ventos com velocidade de $\sim 10^3$ km/s (Heap et al. 1978, Perinotto 1993). Os modelos hidrodinâmicos mais modernos (Perinotto et al. 2004) utilizam três “fases” de perda de massa: (i) um vento “lento”, começando no início da fase TP-AGB; (ii) um vento lento e *denso*, correspondente ao supervento, com início durante os últimos 2 ou 3 pulsos térmicos na fase TP-AGB; (iii) um vento *rápido*, que inicia-se vários milhares de anos após o término do supervento. A interação entre esses diversos ventos é responsável por algumas características observadas

em nebulosas planetárias, morfológicas e espectrais. A ionização inicia-se nas porções mais internas, mas devido à alta opacidade da nebulosa, não pode ser detectada em sua fase inicial através de espectroscopia no visível. Por outro lado, observações em rádio revelam-se mais adequadas e a detecção de linhas de recombinação e/ou contínuo em radiofrequências evidenciam a existência de uma região ionizada.

Alguns objetos de transição apresentam emissão *free-free* (Wynn-Williams 1977), indicando que o processo de ionização já se iniciou nas porções mais internas da nebulosa. Contudo, mesmo após o início do processo de fotoionização, algumas nebulosas planetárias exibem linhas de emissão moleculares, sobretudo em radiofrequências. Embora os primeiros modelos teóricos tivessem predito que moléculas como o monóxido de carbono seriam rapidamente destruídas pelos fótons ionizantes da estrela numa escala de tempo menor que 10^2 anos (Bachiller et al. 1988, Howe et al. 1992), cálculos posteriores mostraram que elas podem sobreviver durante um tempo muito maior, $\sim 10^3$ anos, graças à proteção contra a radiação UV proporcionada pelos grãos. O primeiro survey de CO em nebulosas planetárias foi feito por Huggins & Healy (1989), que confirmaram a presença de CO em cerca de 20% de sua amostra enquanto a massa de gás sob a forma molecular foi estimada entre 10^{-3} e $1 M_{\odot}$, em muitos casos superando a massa de gás ionizado. A região mais rica em CO é geralmente exterior à região ionizada, confirmando que o gás molecular é remanescente da fase AGB.

Outra molécula bastante comum na fase AGB é o radical hidroxila (OH), cuja emissão geralmente é do tipo *maser*. Mais suscetível a dissociação, sua primeira detecção em uma nebulosa planetária foi em *Vy2-2* (Davis et al. 1979) e desde então novas detecções têm sido observadas somente em nebulosas jovens, com poucos milhares de anos (Bujarrabal et al. 1988b, Zijlstra et al. 1989). De acordo com Lewis (2002), a emissão OH de uma estrela TP-AGB (OH/IR, v. seção 3) é um evento efêmero, que dura 200 \sim 700 anos após um pulso térmico e é acompanhada por intensa perda de massa, o supervento. Lewis (1989) também sugeriu que a ocorrência do fenômeno maser de outras moléculas deveria constituir-se em uma sequência evolutiva, de modo que objetos de transição prestes a se tornarem nebulosas planetárias deveriam ter emissão maser de OH em 1665 e 1667 (emissão “principal”), porém sem apresentar emissão de H_2O e SiO. No entanto, mais recentemente foi detectada emissão de H_2O na direção do objeto de transição conhecido como *OH354.88-0.54*, que possui uma nebulosa planetária em seu entorno (Cohen et al. 2006). O mecanismo de bombeamento do maser de H_2O pode ser o resultado do choque entre o vento “rápido” da estrela e o vento “lento” e frio, remanescente da fase AGB. Portanto, a questão sobre a existência de uma sequência evolutiva de masers durante a transição AGB – nebulosa planetária não é conclusiva. A detecção de emissão maser em mais objetos de transição poderá contribuir para um melhor conhecimento desse mecanismo.

Além da emissão de moléculas “livres”, *bandas de silicatos*, que recobrem os grãos, também são frequentemente observadas em nebulosas planetárias (Zhang & Kwok 1990), especialmente em $9.7 \mu m$ (SiO) e em $11.3 \mu m$ (SiC). Essas bandas são extremamente comuns no espectro de estrelas OH/IR e carbonadas, respectivamente e existem às centenas no catálogo IRAS de espectros de baixa resolução (Olmon et al. 1986). Mais recentemente, bandas de emis-

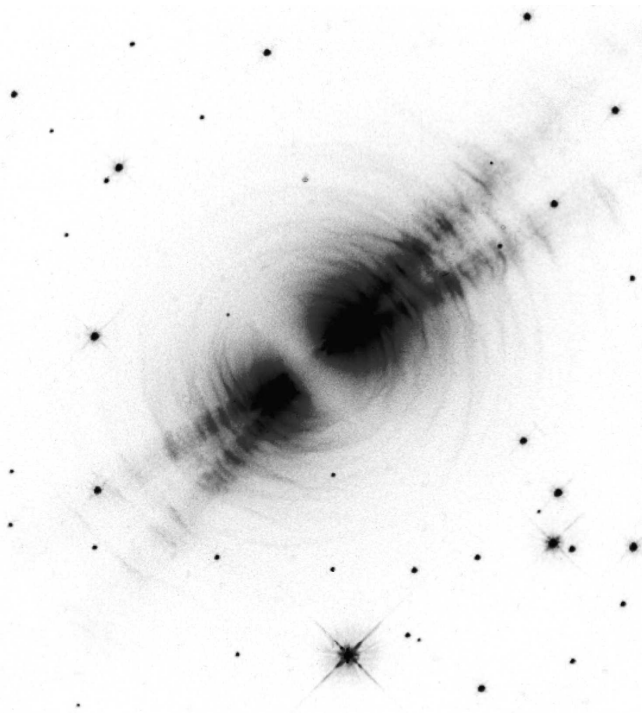


Figura 5. *The Egg Nebula* ou “Nebulosa do Ovo” (*AFGL 2688*). Imagem obtida em luz vermelha com a *Wide Field and Planetary Camera 2* (WFPC2) por Raghvendra Sahai, John Trauger (JPL), a equipe do WFPC2 e NASA.

são de hidrocarbonetos aromáticos policíclicos (PAH), entre 3.3 e 11.3 μm , também têm sido detectadas em nebulosas planetárias. Essas bandas também são encontradas em objetos de transição (Waters et al. 1999) e parecem ser mais intensas em espectros de nebulosas planetárias com razão $[\text{C}/\text{O}] > 1$ (Cohen & Barlow 2005).

Imagens obtidas com CCD e tempos de integração muito longos revelaram que muitas nebulosas planetárias têm “anéis” ou “halos” mais externos. No survey conduzido por Jewitt et al. (1986), cerca de 2/3 das nebulosas planetárias observadas apresentavam halos externos. A densidade é tipicamente 1/10 da densidade média da nebulosa, em alguns casos estendendo-se a distâncias até 5 vezes o raio da nebulosa (Hua et al. 1998). Esses halos foram inicialmente interpretados como uma manifestação de múltiplos eventos de ejeção de massa que teriam ocorrido durante a fase AGB (Capriotti 1978), talvez resultantes de um súbito aumento da taxa de perda de massa causado por pulsos térmicos (Trimble & Sackman 1978). No entanto, modelos hidrodinâmicos (Chu 1987, 1989, Mellema 1995, Perinotto et al. 2004) mostram que as camadas mais externas de uma nebulosa podem expandir-se mais rapidamente que as camadas internas. A morfologia das nebulosas fornece algumas pistas: os halos são geralmente circulares e concêntricos, sugerindo que foram ejetados simetricamente, mesmo em nebulosas bipolares. O objeto de transição *AFGL 2688* (Nebulosa “do Ovo”, Fig. 5) tem morfologia complexa, composta por um elipsóide cortado por uma banda de poeira e dois feixes colimados de matéria. Em sua parte mais externa, podem ser vistos diversos anéis, circulares e concêntricos, separados por intervalos de 0.6” a 1.8” (Sahai et al. 1998). Assumindo que a velocidade do vento seja de 20 km/s, valor típico da fase AGB, e que a distância ao objeto seja de 1 kpc, o tempo decorrido entre a ejeção de anéis su-

cessivos é de 150 a 450 anos, muito inferior ao período decorrido entre dois pulsos térmicos sucessivos, na fase TP-AGB, $\sim 10^5$ anos. Portanto, conclui-se que os halos em torno de nebulosas planetárias não devem ter relação direta com a ocorrência de pulsos térmicos durante a fase AGB. Esses resultados também indicam que a estrutura bipolar observada em muitas nebulosas planetárias constitui-se em um fenômeno tardio, provavelmente iniciado apenas algumas centenas de anos após o fim da fase AGB.

7. Conclusões e Perspectivas

O conhecimento atual sobre estrelas na fase TP-AGB, objetos de transição e nebulosas planetárias deixa poucas dúvidas de que eles constituem uma sequência evolutiva. Contudo, como o tempo de evolução entre essas fases é bastante curto, o número de objetos de transição conhecidos, pouco mais de 300, ainda é relativamente baixo. Consequentemente, é pequena a chance de se obter um quadro observacional completo da evolução desses objetos, especialmente se observarmos a variedade de possibilidades de parâmetros iniciais, tais como: a massa da estrela, sua composição química, a fase do pulso térmico em que a estrela deixa o AGB, etc., pois a compreensão completa sobre essa fase da evolução estelar deve incluir toda essa variedade de parâmetros.

Modelos teóricos indicam que no final da fase AGB a estrela sofre pulsos térmicos, descritos da seção 2, porém até o momento não há evidência observacional direta desses pulsos. Essa dificuldade advém de diversos fatores, entre eles as incertezas na determinação da luminosidade de estrelas, causada pela incerteza na distância, aliada à sua variabilidade. Estrelas nas Nuvens de Magalhães poderiam nos auxiliar nessa tarefa (pois estão todas à mesma distância), porém a diferença de metalicidade causa uma diferença sistemática dos resultados. Segundo os modelos teóricos, os pulsos térmicos são o mecanismo responsável pela formação do supervento no final da fase AGB, pois envoltórios circumstelares densos são uma clara evidência da existência de altas taxas de perda de massa, podendo em alguns casos atingir $10^{-4} M_{\odot}/\text{ano}$. A existência de envoltórios múltiplos em objetos de transição sugerem que a perda de massa é “episódica”, porém sem relação direta com os pulsos térmicos, conforme foi discutido na seção 6. Além disso, essas camadas são concêntricas e circulares, o que sugere que elas foram ejetadas ainda durante a fase AGB. Resta saber exatamente *como* ocorre a brusca ejeção dessas camadas.

A questão da *fase* do ciclo do pulso térmico no momento em que a estrela deixa o ramo AGB também carece de mais investigação, sobretudo de dados observacionais. A estrela central da nebulosa planetária *V4334 Sgr* (“Objeto de Sakurai”) apresentou um súbito aumento de brilho em 1996 (Duerbeck & Benetti 1996) que tem sido interpretado como um pulso térmico tardio que levará esta estrela novamente ao ramo AGB, confirmando as previsões dos modelos teóricos. Além desta estrela, somente *FG Sge* e *V605 Aql* apresentaram súbito aumento de brilho, em 1894 e 1917, respectivamente. Observações desses objetos com alta resolução mostram que eles estão embebidos em um disco de poeira opticamente espesso, com cerca de uma centena de parsecs de diâmetro (Clayton et al. 2006, Chesneau et al. 2009). A análise espectral (Clayton & de Marco 1997, Kipper & Klochkolva 1997) mostrou semelhanças com as estrelas do tipo *R CrB*, com enriquecimento de C e outros elementos produzidos por processo-s, típico da fase AGB.

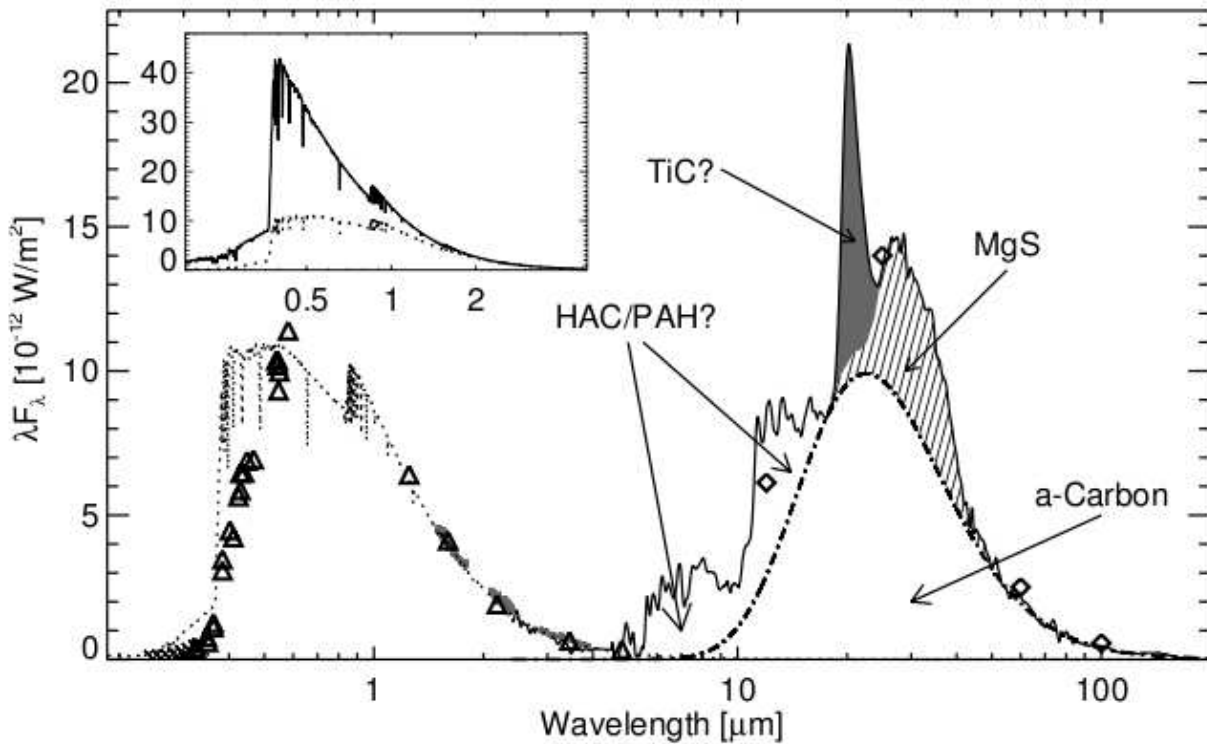


Figura 6. Distribuição espectral de energia de *HD 56126*, um objeto de transição observado do ultravioleta ao infravermelho. Os dados espectro-fotométricos foram obtidos pelo IUE (*International Ultraviolet Explorer*, cruces), Hrivnak et al. 1989 (óptico e infravermelho próximo, triângulos), IRAS (diamantes) e ISO (*Infrared Satellite Observatory*, linha sólida). A figura acima mostra uma distribuição bimodal, com máximos em $0.6\mu\text{m}$ e $20\mu\text{m}$, e bandas moleculares atribuídas a PAH entre 3 e $20\mu\text{m}$ (Hony et al. 2003, reproduzido sob permissão).

Outro problema que merece destaque diz respeito à geometria. Nebulosas planetárias exibem uma ampla variedade de formas: esféricas, bipolares, irregulares, etc. Embora existam modelos teóricos que reproduzem essas características (Ercolano et al. 2003), resta saber exatamente *quando* e *como* essas características são criadas. Por exemplo, vários estudos mostram que uma fração importante das estrelas AGB e objetos de transição são assimétricos, o que pode significar que a geometria das nebulosas planetárias pode começar a ser moldada ainda durante a fase AGB. Observações interferométricas de CO de uma amostra de 46 estrelas AGB revelou que cerca de 30% delas possui algum grau de assimetria (Neri et al. 1998). O objeto *CW Leo* (*IRC+10216*, Fig. 7, veja seção 3) é claramente assimétrico, em contraste com seu envoltório externo, de formato esférico (Monnier et al. 2000). Essas discrepâncias sugerem que o campo de velocidades do vento estelar pode sofrer grandes mudanças e que as assimetrias vistas em nebulosas planetárias e objetos de transição podem ter sido criadas ainda durante a fase AGB. Para resolver esta questão são necessárias mais observações em alta resolução espacial de objetos de transição e nebulosas planetárias, em diversos comprimentos de onda, inclusive ondas milimétricas. Por outro lado, o desenvolvimento de modelos teóricos propostos para explicar essas observações devem incluir: (i) rotação da estrela; (ii) campos magnéticos; (iii) binariedade.

De uma maneira geral, talvez a maior limitação à compreensão dessa fase da evolução estelar seja devida à pequena quantidade de dados atualmente disponíveis. Para reverter este quadro, os esforços poderiam ser dirigidos a

duas direções principais: (i) confirmar (ou não), através de observações de diversos tipos, a natureza dos candidatos a objetos de transição; (ii) aumentar o número de candidatos. A execução do primeiro item deve incluir observações espectroscópicas visando determinar abundâncias químicas, sobretudo de elementos produzidos por processo-s, que podem ajudar a distinguir objetos de transição de objetos estelares jovens, por exemplo. Fora do plano galáctico, *surveys* espectroscópicos em baixa resolução podem ajudar a encontrar estrelas com baixa gravidade superficial (seção 5.1). Quanto ao aumento do número de candidatos, o *survey* no infravermelho médio-distante AKARI (Murakami et al. 2007), em conjunto com *surveys* no infravermelho próximo (DENIS, 2MASS, etc.) poderiam ajudar a encontrar mais objetos com distribuição espectral de energia de duplo pico (seção 5.2).

Referências

- Bachiller, R., Gómez-González, J., Bujarrabal, V. & Martín-Pintado, J., 1988, *A&A*, 196, L5
 Bakker, E.J., 1995, PhD Thesis, Utrecht
 Bakker, E.J., van der Wolf, F.L.A., Lamers, H.J.G.L.M., Gulliver, A.F., Ferlet, R. & Vidal-Madjar, A., 1996, *A&A*, 306, 924
 Becklin, E.E., Frogel, J.A., Hyland, A.R., Kristian, J. & Neugebauer, G., 1969, *ApJ*, 158, 133
 Bedijn, P.J., 1987, *A&A*, 186, 136
 Beichman, C.A., Neugebauer, G., Habing, H.J., Clegg, P.E. & Chester, T.J., 1988. *Infrared Astronomical Satellite*

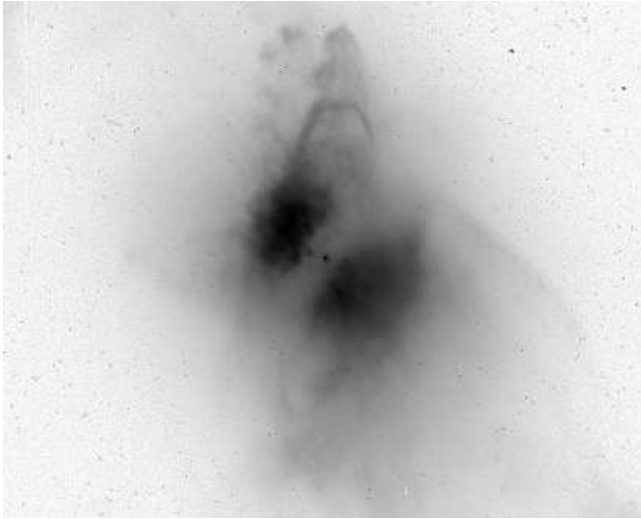


Figura 7. *CW Leo (IRC+10216)*. Imagem obtida com a *Advanced Camera for Surveys, Hubble Space Telescope*, (NASA, ESA).

(*IRAS*), *Catalogs and Atlases, Explanatory Supplement*, NASA RP-1190, v.1

Beintema, D.A., van den Ancker, M.E., Molster, F.J., Waters, L.B.F.M., Tielens, A.G.G.M., Waelkens, C., de Jong, T., de Graauw, T., Justtanont, K., Yamamura, I., Heras, A., Lahuis, F. & Salama, A., 1996, *A&A*, 315, L369
 Bidelman, W.P., 1951, *ApJ*, 113, 304
 Bloeker, T., 1995, *A&A*, 299, 755
 Bressan, A., Fagotto, F., Bertelli, G., Chiosi, C., 1993, *A&AS*, 100, 647
 Bujarrabal, V., Gómez-González, J., Bachiller, R. & Martin-Pintado, J., 1988, *A&A*, 204, 242
 Bujarrabal, V., Bachiller, R., Alcolea, J. & Martin-Pintado, J., 1988b, *A&A*, 206, L17
 Capriotti, E.R., 1978, in *IAU Symposium 76: Planetary Nebulae*, ed. Y. Terzian (Reidel, Dordrecht), p.263
 Cernicharo, J., Guelin, M., Martin-Pintado, J., Penalver, J. & Mauersberger, R., 1989, *A&A*, 222, 1
 Chesneau, O., Clayton, G.C., Lykou, F., de Marco, O., Hummel, C.A., Kerber, F., Lagadec, E., Nordhaus, J., Zijlstra, A.A. & Evans, A., 2009, *A&A*, 493, L17
 Christy-Sackmann, I.-J. & Despaigne, K.H., 1974, *ApJ*, 189, 523
 Chu, Y., Jacoby, G.H. & Arendt, R., 1987, *ApJS*, 64, 529
 Chu, Y., 1989, in *IAU Symposium 131: Planetary Nebulae*, ed. S. Torres-Peimbert, (Reidel, Dordrecht), p. 105
 Clayton, G.C. & de Marco, O., 1997, *AJ*, 114, 2679
 Clayton, G.C., Kerber, F., Pirzkal, N. et al., 2006, *ApJ*, 646, L69
 Cohen, M. & Barlow, M.J., 2005, *MNRAS*, 362, 1199
 Cohen, M., Chapman, J.M., Deacon, R.M., Sault, R.J., Parker, Q.A. & Green, A.J., 2006, *MNRAS*, 369, 189
 Davis, L.E., Seaquist, E.R. & Purton, C.R., 1979, *ApJ*, 230, 434
 de Graauw, T., Haser, L.N., Beintema, D.A., Roelfsema, P.R., van Agthoven, H., Barl, L., Bauer, O.H., Bekenkamp, H.E.G., Boonstra, A.-J., Boxhoorn, D.R. et al., 1996, *A&A*, 315, L49
 Deguchi, S., Claussen, M.J. & Goldsmith, P.F., 1986, *ApJ*, 303, 810
 Duerbeck, H.W. & Benetti, S., 1996, *ApJ*, 468, L111

Egan, M.P., Shipman, R.F., Price, S.D., Carey, S.J., Clark, F.O. & Cohen, M., 1998, *ApJ*, 494, L199
 Elitzur, M., *Astronomical masers*, Kluwer Academic Publishers, Dordrecht, 351p.p., 1992
 Ercolano, B., Barlow, M.J., Storey, P.J. & Liu, X.-W., 2003, *MNRAS*, 340, 1136
 Fazio, G.G., Hora, J.L., Allen, L.E., Ashby, M.L.N., Barmby, P., Deutsch, L.K., Huang, J.-S., Kleiner, S., Marengo, M., Megeath, S.T. et al., 2004, *ApJS*, 154, 10
 Feast, M., 1963, *MNRAS*, 125, 367
 Feast, M. & Whitelock, P.A., 1987, in *The late stages of stellar evolution*, ed. S. Kwok & S.R. Pottasch, 33
 Feast, M., Glass, I.S., Whitelock, P.A. & Catchpole, R.M., 1989, *MNRAS*, 241, 375
 Gallino, R., Arlandini, C., Busso, M., Lugaro, M., Travaglio, C., Straniero, O., Chieffi, A. & Limongi, M., 1998, *ApJ*, 497, 388
 Gammie, C.F., Knapp, G.R., Young, K., Phillips, T.G. & Falgarone, E., 1989, *ApJ*, 345, 87
 Glass, I.S., Whitelock, P.A., Catchpole, R.M. & Feast, M.W., 1995, *MNRAS*, 273, 383
 Gottlieb, E.W. & Liller, W., 1976, *ApJ*, 207, L135
 Groenewegen, M.A.T., Wood, P.R., Sloan, G.C., Blommaert, J.A.D.L., Cioni, M.-R., Feast, M.W., Hony, S., Matsuura, M., Menzies, J.W., Olivier, E.A. et al., 2007, *MNRAS*, 376, 313
 Harvey, P.M., Bechis, K.P., Wilson, W.J. & Ball, J.A., 1974, *ApJS*, 248, 331
 Heap, S.R., Boggess, A., Holm, A., Klinglesmith, D.A., Sparks, W., West, D., Wu, C.C., Boksenberg, A., Willis, A., Wilson, R. et al., 1978, *Nature*, 275, 385
 Herman, J., Isaacman, R., Sargent, A. & Habing, H.J., 1984, *A&A*, 139, 171
 Hony, S., Tielens, A.G.G.M., Waters, L.B.F.M. & de Koter, A., 2003, *A&A*, 402, 211
 Howe, D.A., Millar, T.J. & Williams, D.A., 1992, *MNRAS*, 255, 217
 Hrivnak, B.J., Kwok, S. & Volk, K., 1989, *ApJ*, 346, 265
 Hu, J.Y., Slijkhuis, S., de Jong, T. & Jiang, B.W., 1993, *A&AS*, 100, 413
 Hua, C.T., Dopita, M.A. & Martinis, J., 1998, *A&AS*, 133, 361
 Huggins, P.J. & Healy, A.P., 1989, *ApJ*, 346, 201
 Iben, I., 1967, *ARA&A*, 5, 571
 Iben, I., 1982, *ApJ*, 260, 821
 Iben, I., 1983, *ARA&A*, 21, 271
 Iben, I., 1984, *ApJ*, 277, 333
 Iben, I. & Renzini, A., 1983, *ARA&A*, 21, 271
 Jewell, P.R. & Snyder, L.E., 1984, *ApJ*, 278, 176
 Jewitt, D.C., Danielson, G.E. & Kupferman, P.N., 1986, *ApJ*, 302, 727
 Jura, M. & Kleinmann, S.G., 1992, *ApJS*, 79, 105
 Kipper, T. & Klochkova, V.G., 1997, *A&A*, 324, 65
 Kwok, S., Hrivnak, B.J. & Boreiko, R.T., 1987, *ApJ*, 312, 303
 Lambert, D.L., Hinkle, K.H. & Hall, D.N.B., 1981, *ApJ*, 248, 638
 Lambert, D.L., Hinkle, K.H. & Luck, R.E., 1988, *ApJ*, 333, 917
 Lamers, H.J.G.L.M., Waters, L.B.F.M., Garmany, C.D., Perez, M.R. & Waelkens, C., 1986, *A&A*, 154, L20
 Langer, G.E., Kraft, R.P. & Anderson, K.S., 1974, *ApJ*, 189, 509
 Lequeux, J. & Jourdain de Muizon, M., 1990, *A&A*, 240, L19

- Lewis, B.M., 1989, ApJ, 338, 234
 Lewis, B.M., 2002, ApJ, 576, 445
 Lo, K.Y. & Bechis, K.P., 1977, ApJ, 205, L21
 Mathis, J.S. & Lamers, H.J.G.L.M., 1992, A&A, 259, L39
 Mellema, G., 1995, MNRAS, 277, 173
 Minkowski, R., 1946, PASP, 58, 305
 Monnier, J.D., Danchi, W.C., Hale, D.S., Lipman, E.A., Tuthill, P.G., & Townes, C.H., 2000, ApJ, 543, 861
 Murakami, H., Baba, H., Barthel, P., Clements, D.L., Cohen, M., Doi, Y., Enya, K., Figueredo, E., Fujishiro, N., Fujiwara, H. et al., 2007, PASJ, 59, 369
 Neri, R., Kahane, C., Lucas, R., Bujarrabal, V. & Loup, C., 1998, A&AS, 130, 1
 Netzer, N. & Elitzur, M., 1993, ApJ, 410, 701
 Neugebauer, G. & Leighton, R.B., 1969, *Two micron sky survey. A preliminary catalog*, NASA-SP 3047
 Ney, E.P., Merrill, K.M., Becklin, E.E., Neugebauer, G. & Wynn-Williams, C.G., 1975, ApJ, 198, 129
 Olmon, F.M., Raimond, E., Neugebauer, G., van Duinen, R.J., Habing, H.J., Aumann, H.H., Beitema, D.A., Boggess, N., Borgman, J., Clegg, P.E. et al., 1986, A&AS, 65, 607
 Ortiz, R., Blommaert, J.A.D.L., Copet, E., Ganesh, S., Habing, H.J., Messineo, M., Omont, A., Schultheis, M. & Schuller, F., 2002, A&A, 388, 279
 Ortiz, R., Lorenz-Martins, S., Maciel, W.J. & Rangel, E.M., 2005, A&A, 431, 565
 Oudmaijer, R.D., van der Veen, W.E.C.J., Waters, L.B.F.M., Trams, N.R., Waelkens, C. & Engelsman, E., 1992, A&AS, 96, 625
 Parthasarathy, M. & Pottasch, S.R., 1986, A&A 154, L16
 Parthasarathy, M., Garcia-Lario, P., Pottasch, S.R., Manchado, A., Clavel, J., de Martino, D., van de Steene, G.C.M., Sahu, K.C., 1993, A&A, 267, L19
 Parthasarathy, M., Garcia-Lario, P., de Martino, D., Pottasch, S.R., Kilkenny, D., Martinez, P., Sahu, K.C., Reddy, B.E., Sewell, B.T., 1995, A&A, 300, L25
 Perinotto, M., 1993, in *IAU Symposium 155: Planetary Nebulae*, eds. R. Weinberger & A. Acker (Kluwer, Dordrecht), p. 57
 Perinotto, M., Schoenberner, D., Steffen, M. & Calonaci, C., 2004, A&A, 414, 993
 Price, S.D. & Walker, R.G., 1976, *The AFGL Four-Colour IR Sky Survey: Catalog of Observations at 4.2, 11.0, 19.8 and 27.4 micron*, AFGL-TR-76-0208
 Renzini, A., 1981, in *Physical Processes in Red Giants*, ed. I. Iben Jr. & A. Renzini, Dordrecht Reidel, p. 431
 Sahai, R., Trauger, J.T., Watson, A.M., Stapelfeldt, K.R., Hester, J.J., Burrows, C.J., Ballister, G.E., Clarke, J.T., Crisp, D., Evans, R.W. et al., 1998, ApJ, 493, 301
 Salpeter, E.E., 1955, ApJ, 121, 161
 Schmidt, G.D. & Cohen, M., 1981, ApJ, 246, 444
 Schoenberner, D., 1981, A&A, 103, 119
 Schoenberner, D., 1983, ApJ, 272, 708
 Shklovski, I.S., 1956, Astron. Zh, 33, 315
 Sparks, W.M. & Kutter, G.S., 1973, ApJ, 183, 121
 Suárez, O., García-Lario, P., Manchado, A., Manteiga, M., Ulla, A. & Pottasch, S.R., 2006, A&A, 458, 173
 Szczerba, R., Siódmiak, N., Stasińska, G. & Borkowski, J., 2007, A&A, 469, 799
 Tapia, M., 1982, PASP, 94, 669
 Taylor, K.N.R. & Scarrott, S.M., 1980, MNRAS, 193, 321
 Trams, N.R., Waters, L.B.F.M., Lamers, H.J.G.L.M., Waelkens, C., Geballe, T.R. & Thé, P.S., 1991, A&AS, 87, 361
 Treffers, R., Woolf, N.J., Fink, U. & Larson, H.P., 1976, ApJ, 207, 680
 Trimble, V. & Sackman, I.-J., 1978, MNRAS, 182, 97
 Tuchman, Y., Sack, N. & Barkat, Z., 1978, ApJ, 219, 183
 van der Veen, W. & Habing, H.J., 1988, A&A, 194, 125
 van der Veen, W.E.C.J., Habing, H.J. & Geballe, T.R., 1989, A&A, 226, 108
 van Hoof, P.A.M., Oudmaijer, R.D. & Waters, L.B.F.M., 1997, MNRAS, 289, 371
 van Winckel, H., Waelkens, C., Waters, L.B.F.M., 1995, A&A, 293, L25
 Vassiliadis, E. & Wood, P.R., 1993, ApJ, 413, 641
 Vassiliadis, E. & Wood, P.R., 1994, ApJS, 92, 125
 Volk, K. & Kwok, S., 1989, ApJ, 342, 345
 Waelkens, C., Lamers, H.J.G.L.M., Waters, L.B.F.M., Rufner, F., Trams, N.R., Le Bertre, T., Ferlet, R., Vidal-Madjar, A., 1991, A&A, 242, 433
 Waters, L.B.F.M., Beintema, D.A., Cami, J., de Graauw, Th., Honny, S., de Jong, T., Justannont, K., Kemper, F., de Koter, A., van Loon, J.Th. et al., 1999, *The Universe as Seen by ISO*, eds. P. Cox & M. F. Kessler, ESA-SP 427, p. 219
 Westbrook, W.E., Becklin, E.E., Merrill, K.M., Neugebauer, G., Schmidt, M., Willner, S.P. & Wynn-Williams, C.G., 1975, ApJ, 202, 407
 Whitelock, P.A., Menzies, J.W., Feast, M.W., Matsunaga, N., Tanabé, T., Ita, Y., 2009, MNRAS, 394, 795
 Wilson, W.J. & Barrett, A.H., 1968, AJ, 73, 209
 Wood, P.R., 1974, ApJ, 190, 609
 Wood, P.R., Bessell, M.S., Fox, M.W., 1983, ApJ, 272, 99
 Wynn-Williams, C.G., 1977, MNRAS, 181, 61P
 Zappala, R.R., Becklin, E.E., Matthews, K. & Neugebauer, G., 1974, ApJ, 192, 109
 Zhang, C.Y. & Kwok, S., 1990, A&A, 237, 479
 Zijlstra, A.A., te Lintel Hekker, P., Pottasch, S.R., Caswell, J.L., Ratage, M. & Habing, H.J., 1989, A&A, 217, 157
 Zuckerman, B., Palmer, P., Morris, M., Turner, B.E., Gilra, D.P., Bowers, P.F. & Gilmore, W., 1977, ApJ, 211, L97