

Universidade Federal do Rio de Janeiro
Centro de Ciências Matemáticas e da Natureza
Observatório do Valongo
Departamento de Astronomia

Estudo dos Envoltórios de Estrelas OH/IR

Projeto de Final de Curso para Obtenção de Título de Astrônomo

Aluno

Theo Chousinho Khouri Silva

Orientadora

Dra. Silvia Lorenz Martins

(Observatório do Valongo, UFRJ)

Resumo

O objetivo dessa monografia é o estudo dos envoltórios de estrelas OH/IR. Tais objetos apresentam emissão maser da molécula OH localizadas nas regiões mais externas dos envoltórios circumstelares. A linha em 1612 MHz é a mais proeminente e apresenta um perfil de duplo pico ($\Delta v \sim 20\text{-}50 \text{ Km/s}$). A duração dessa emissão é de aproximadamente 1700 anos e, ela deve permanecer detectável em envoltórios de poeira ricos em oxigênio até a fase pós-AGB. Em um artigo de 2002, Lewis discute que o fenômeno de desaparecimento do maser OH é um fenômeno comum e apresenta 4 estrelas que "perderam" o maser OH e uma que está perdendo. O autor sugere que estas estrelas ainda estão sobre o AGB e que a emissão do maser OH seja periódica e esteja ligada a fase de pulsos térmicos. Para isso apresenta também 3 estrelas com detecção recente do maser OH, as OH/IR recém-nascidas. Nesse trabalho modelamos as estrelas da amostra de Lewis (2002) e também apresentamos uma nova amostra de estrelas que estão sofrendo variações significativas em suas emissões maser OH. Além disso, estudamos também, em uma amostra diferente, a existência de silicatos cristalinos juntamente com silicatos amorfos nos envoltórios circumstelares de poeira. Calculamos a razão entre as duas espécies e verificamos que essa razão é mais alta que a esperada para objetos que estão sobre o AGB. Os modelos utilizados nesse trabalho tratam o problema da transferência radiativa em envoltórios ricos em poeira via simulação numérica de tipo Monte Carlo.

Abstract

The aim of this work is to study the OH/IR stars envelopes. Those stars exhibit 1612 MHz OH maser emission located at the outer regions of the circumstellar envelopes. The 1612 MHz line is the most prominent and it has the characteristic profile of two strong spikes separated in velocity by 20-50 Km/s. The net duration of all 1612 MHz emission phases from $|b| > 10^\circ$ OH/IR stars is ~ 1700 yr and it should be detectable in the oxygen-rich envelopes until the post-AGB phase. The duration of the 1612 MHz OH maser emission was discussed recently by Lewis in one of his papers (Lewis, 2002). He presents 4 stars which have lost their masers and one which is on its way of losing it and he argues that the disappearance of the maser emission is a common phenomenon. The author suggests that those stars are still at the AGB phase and that the OH maser emission is a periodic phenomenon associated to the thermal pulses phase. He also presents 3 stars with recent OH maser emission detection, the new-OH/IR stars. In this work we have modeled the sample proposed by Lewis and we present a new sample of stars which are experiencing large OH maser emission variations. Besides, we have studied the presence of crystalline silicates among the amorphous grains in the dust envelopes of a different sample of OH/IR stars observed by the ISO satellite. We have calculated the ratio between the two species of grains and our result indicates that the crystalline silicates represent a larger fraction of the grains than what we expected for those objects. The models employed in this work treat the radiation transfer problem in dust envelopes through a Monte Carlo numerical simulation.

Índice de capítulos

1. Introdução	1
1.1 - Evolução de estrelas de baixa massa e de massa intermediária.....	1
1.2 - Estrelas Carbonadas e Oxigenadas: formação dos envoltórios circunstelares.....	8
1.3 - Observação de envoltórios de poeira.....	10
1.4 - Objetos OH/IR e o fenômeno maser.....	14
2. Capítulo 2	17
2.1 - Modelagem – Descrição do Código.....	17
3. Capítulo 3: Estrelas OH/IR mortas	23
3.1 - Modelagem dos objetos encontrados por Lewis.....	23
3.1.1 - Descrição das fontes.....	24
3.1.1.1 - IRAS 18455+0448.....	24
3.1.1.2 - IRAS 15060+0947.....	24
3.1.1.3 - IRAS 19479+2111.....	25
3.1.1.4 - IRAS 20547+0247.....	25
3.1.1.5 - IRAS 19529+3634.....	26
3.1.1.6 - Estrelas OH/IR nascendo.....	26
3.1.2 - Resultados dos modelos:.....	27
3.1.2.1 – IRAS 15060+0947.....	27
3.1.2.2 – IRAS 18280+0521.....	28
3.1.2.3 - IRAS 18432+1343.....	28
3.1.2.4 - IRAS 18455+0448.....	29
3.1.2.5 – IRAS 19479+2111.....	29
3.1.2.6 – IRAS 19566+3423.....	30
3.1.2.7 – IRAS 19586+3637.....	30
3.2 - Procura de novos objetos OH/IR desaparecendo e modelagem.....	32
3.2.1.1 – IRAS 14297-6010.....	37
3.2.1.2 – IRAS 15142-5547.....	38
3.2.1.3 – IRAS 17168-3757.....	38
4. Capítulo 4: Estudo da composição dos envoltórios de estrelas OH/IR: Silicatos Cristalinos	40
4.1 - Silicatos amorfos x cristalinos.....	40
4.1.1 - Silicatos cristalinos e taxa de perda de massa.....	41
4.2 - Estudo dos envoltórios de objetos OH/IR.....	43
4.2.1 - AFGL 230.....	45
4.2.2 - AFGL 2199.....	45
4.2.3 - AFGL 2205.....	46
4.2.4 - AFGL 5379.....	46
4.2.5 - AFGL 5535.....	47

4.2.6 - GLMP 920.....	48
4.2.7 - IRAS 22177+5936.....	48
4.2.8 - V* V1365 Aql.....	49
4.2.9 - V* WX Psc.....	49
4.3 - Resumo dos resultados e discussão	50
5. Bibliografia.....	57

Índice de figuras

Figura 1.1 – Diagrama H-R, Iben, 1991.....	1
Figura 1.2 – Ramos do ciclo PP.....	3
Figura 1.3 – Espectros obtidos com o ISO, Sylvester et al., 1999.....	10
Figura 1.4 – Espectro do objeto OH/IR IRAS 20547+0247, IRAS LRS, http://www.iras.ucalgary.ca/salddatabase/index.html	12
Figura 1.5 – Espectro da estrela IRAS 05003-6712, Zijlstra et al., 2006.....	13
Figura 1.6 – Emissão maser da fonte IRAS 17404-2713.....	15
Figura 2.1 – Distribuição espectral de energias.....	21
Figura 2.2 – Distribuição radial das temperaturas.....	21
Figura 2.3 – Silicatos.....	22
Figura 3.1 – Declínio do maser de OH da fonte IRAS 15060+0947.....	24
Figura 3.2 – Melhor ajuste para IRAS 15060+0947.....	27
Figura 3.3 – Melhor ajuste para IRAS 18280+0521.....	28
Figura 3.4 – Melhor ajuste para IRAS 18432+1343.....	28
Figura 3.5 – Melhor ajuste para IRAS 18455+0448.....	29
Figura 3.6 – Melhor ajuste para IRAS 19479+2111.....	29
Figura 3.7 – Melhor ajuste para IRAS 19566+3423.....	30
Figura 3.8 – Melhor ajuste para IRAS 19586+3637.....	30
Figura 3.9 – Melhor ajuste para IRAS 20547+0247.....	31
Figura 3.10 – Melhor ajuste para IRAS 14297-6010.....	37
Figura 3.11 – Melhor ajuste para IRAS 15142-5547.....	38
Figura 3.12 – Melhor ajuste para IRAS 17168-3757.....	38
Figura 4.1 – Distribuição radial de temperaturas: Amorfos x Cristalinos.....	43
Figura 4.2 – Melhor ajuste para a fonte AFGL 230.....	45
Figura 4.3 – Melhor ajuste para a fonte AFGL 2199.....	45
Figura 4.4 – Melhor ajuste para a fonte AFGL 2205.....	46
Figura 4.5 – Melhor ajuste para a fonte AFGL 5379.....	46
Figura 4.6 – Melhor ajuste para a fonte AFGL 5535.....	47
Figura 4.7 – Outro modelo para a fonte AFGL 5535.....	47
Figura 4.8 – Melhor ajuste para a fonte GLMP 920.....	48
Figura 4.9 – Melhor ajuste para a fonte IRAS 22177+5936.....	48
Figura 4.10 – Melhor ajuste para a fonte V* V1365 Aql.....	49
Figura 4.11 – Melhor ajuste para a fonte V* WX Psc.....	49
Figura 4.12 – Comparação entre espectros IRAS e ISO para a fonte AFGL 5379.....	53

Índice de tabelas

Tabela 3.1: Amostra	26
Tabela 3.2 - Resultados obtidos	27
Tabela 3.3 – Novas fontes OH/IR	34
Tabela 3.4: Nova amostra	36
Tabela 3.5 – Resultados dos modelos.....	37
Tabela 4.1: Amostra de OH/IR com cristalinos.....	44
Tabela 4.2 – Resultados.....	50
Tabela 4.3 – Resultados obtidos por Lorenz-Martins & Araújo.....	52
Tabela 4.4 - Resultados obtidos neste trabalho	52

Introdução

1.1 - Evolução de estrelas de baixa massa e de massa intermediária

Estrelas de baixa massa e de massa intermediária são definidas como aquelas que possuem massa entre $0.8 < M/M_{\odot} < 8$. Sendo o limite inferior definido por estrelas que ainda apresentam ignição de queima de Hélio na camada degenerada no Ramo Assintótico das Gigantes e o limite superior marcado pelos objetos que não geram temperatura suficientemente alta no núcleo para a queima do Carbono e do Oxigênio em nenhuma fase da vida. Os dois limites dependem da composição química inicial dos objetos.

Estrelas que pertencem ao intervalo de massa citado ascendem no ramo das gigantes vermelhas (RGV) após a exaustão do hidrogênio no núcleo. Entretanto, o processo evolutivo que leva objetos de diferentes massas até este estágio é substancialmente diferente em algumas etapas.

A maior parte das vidas destas estrelas é marcada pela queima de Hidrogênio no núcleo, fase denominada seqüência principal. À medida que o Hidrogênio vai sendo consumido, a estrela deixa a sua posição inicial no diagrama HR e começa o seu processo evolutivo. A figura abaixo apresenta as trajetórias evolutivas de estrelas de 1, 5 e 25 M_{\odot} (a evolução da estrela de 25 massas solares não é abordada neste trabalho).

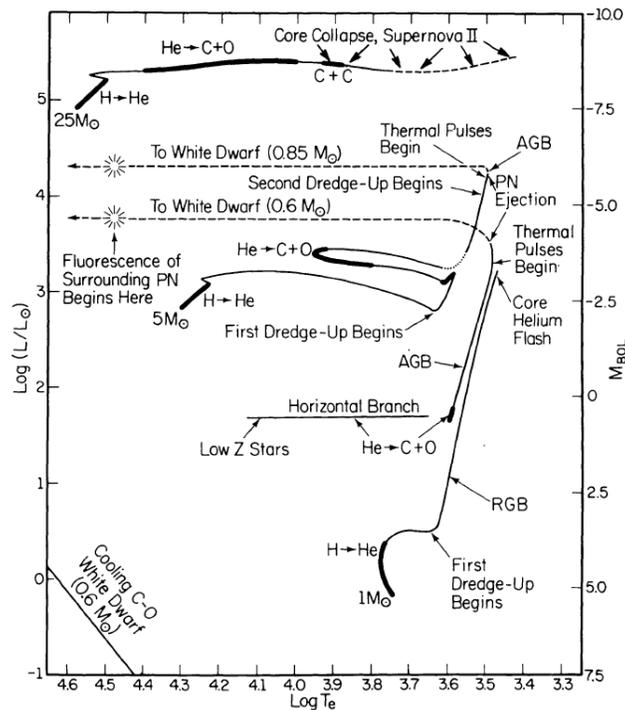
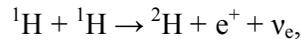


Figura 1.1 – Diagrama H-R, Iben, 1991.

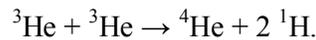
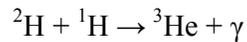
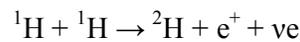
Podemos observar dois ciclos diferentes de queima de Hidrogênio na fase de seqüência principal, estrelas com massa menor do que $1,2 M_{\odot}$, queimam H principalmente através do ciclo próton-próton e estrelas mais massivas experimentam o ciclo CNO, uma breve descrição dos dois processos de queima é dada a seguir e foi retirada de “An Introduction to Modern Astrophysics, Bradley e Dale, 1996”.

Ciclo próton-próton (PP), $T \sim 10^7$ K:

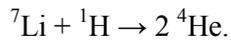
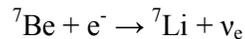
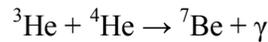
Recebe este nome já que a primeira reação necessária para que o ciclo inicie é



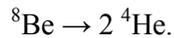
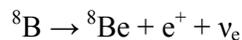
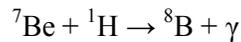
ou seja, a união de dois protons para formação de um núcleo de Deutério. A primeira parte do ciclo (PP) é:



A produção de ${}^3\text{He}$, entretanto, possibilita a interação dos núcleos recém-formados com núcleos de ${}^4\text{He}$, este segundo ramo do ciclo PP é:



Há ainda uma terceira possibilidade de ocorrência de outro ramo do ciclo PP, a partir da formação do ${}^7\text{Be}$:



Apesar de pouco provável, o terceiro ramo do ciclo PP é importante, pois a produção de neutrinos a partir das reações descritas acima depende fortemente da temperatura e, portanto, a medição de neutrinos é um importante método de determinação da temperatura central do Sol.

A figura a seguir expõe os 3 ramos do ciclo PP e suas respectivas possibilidades de ocorrência, extraído de “An introduction to modern astrophysics”, Bradley & Dale.

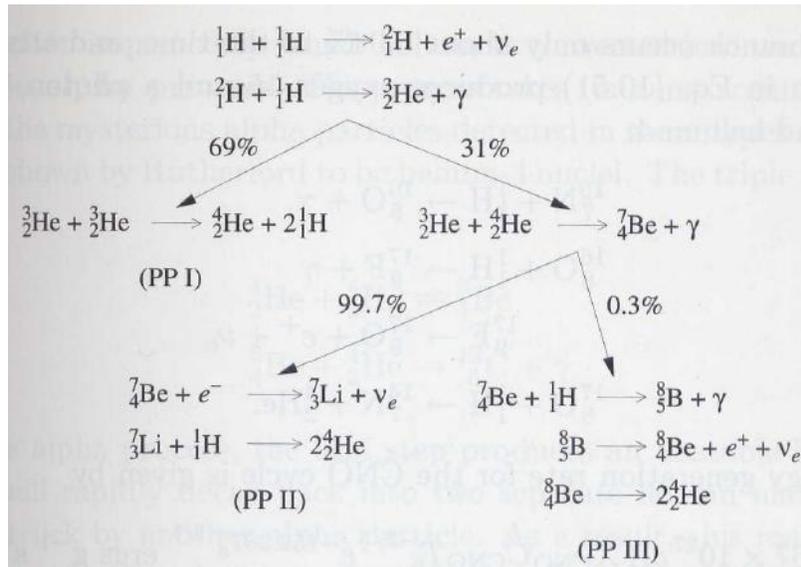
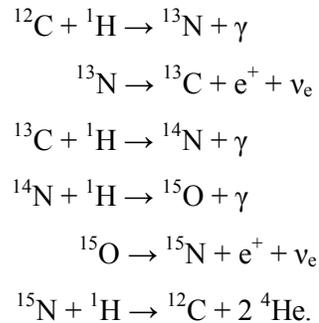


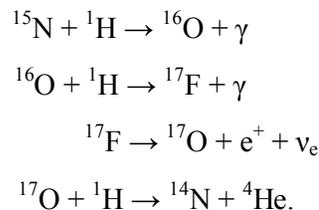
Figura 1.2 – Ramos do ciclo PP.

- Ciclo CNO:

O ciclo CNO possui dois diferentes ramos de queima, sendo o primeiro deles o seguinte:



O segundo ramo ocorre em apenas 0,04% dos casos e ocorre quando a última reação do primeiro ramo resulta na produção de ${}^{16}\text{O}$ e um fóton, ao invés de ${}^{12}\text{C}$ e ${}^4\text{He}$. As reações do segundo ramo são:



O ciclo CNO ocorre a temperaturas mais altas ($T_c \sim 2 \times 10^7$ K) do que o ciclo PP e, portanto, em estrelas mais massivas.

Estrelas que queimam Hidrogênio através do ciclo CNO apresentam transporte convectivo no núcleo, graças à forte dependência da geração de energia com a temperatura. Neste caso, o material na região onde acontecem as reações está sendo constantemente misturado e, conseqüentemente, a abundância de Hidrogênio diminui igualmente no núcleo como um todo, enquanto o combustível da reação vai sendo consumido. No caso das estrelas de menor massa, em cujos núcleos não há transporte convectivo, o caroço de Hélio se estabelece gradualmente, já que a abundância de Hidrogênio diminui mais rapidamente nas regiões mais interiores, mais quentes e, portanto, com maior taxa de reações.

No caso onde há convecção no núcleo, observamos que, conforme o Hidrogênio vai se extinguindo no caroço, a estrela sofre um processo de contração até que seja atingida uma temperatura suficiente na região em torno do núcleo para ignição do Hidrogênio em uma camada. A ignição ocorre, por exemplo, quando a abundância de Hidrogênio por massa no caroço atinge $X = 0.01$, em uma estrela de $5 M_{\odot}$ e composição química inicial solar.

A casca de queima que se estabelece em torno da região central é espessa nessa fase e passa a responder por toda a energia gerada pela estrela. O Hélio proveniente da queima é continuamente depositado no núcleo de modo que sua massa cresce gradualmente. A região central se torna aproximadamente isotérmica nesta fase para todas as estrelas de baixa massa e de massa intermediária. Este cenário se mantém estável até que seja atingido o limite de Schönberg-Chandrasekhar, que define o tamanho máximo que um caroço isotérmico pode alcançar sem colapsar. O tempo de duração desta fase é menor para estrelas mais massivas, já que o núcleo convectivo ocupa uma parcela maior da estrela para objetos de massas maiores e, portanto, é necessário agregar menos massa para atingir o limite de Schönberg-Chandrasekhar.

Ao atingir o limite, o núcleo começa a contrair na escala de tempo de Kelvin-Helmholtz liberando energia gravitacional a uma taxa muito maior do que anteriormente. A temperatura na camada de queima de Hidrogênio aumenta e a taxa de produção de energia também. Como conseqüência, do aumento de energia liberada, tanto pelo núcleo quanto pela camada de queima, o envelope radiativo, incapaz de transportar toda a energia, absorve-a e este fato provoca uma expansão. Em um primeiro momento, a luminosidade e a temperatura efetiva diminuem, pois a energia extra gerada não atinge a superfície. A extensão da camada de queima de Hidrogênio diminui continuamente nesta fase, a densidade e a temperatura na região onde ocorre a queima estão, entretanto, aumentando.

Com a expansão do envelope, a temperatura diminui e a opacidade aumenta nesta região e uma zona convectiva começa a se formar na superfície. Conforme a estrela se aproxima da base do RGV, as correntes de convecção se tornam cada vez mais profundas até que atinjam regiões onde há material processado, modificando a composição química da superfície. Este processo é chamado primeiro episódio de

dragagem. A zona convectiva penetra regiões onde ^{12}C foi parcialmente convertido em ^{13}C e ^{14}N durante a queima de Hidrogênio através do ciclo CNO. Conseqüentemente, as abundâncias de ^{13}C e ^{14}N aumentam na superfície, à custa da abundância de ^{12}C que diminui, enquanto a de ^{16}O permanece basicamente inalterada.

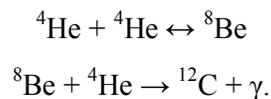
A estrela encontra-se, agora, ascendendo o RGV. O núcleo continua a contrair, liberando mais energia e estimulando a camada de queima de Hidrogênio. As reações de queima passam a ocorrer a uma taxa cada vez maior. A camada se torna cada vez mais fina e densa acompanhando o processo de contração do núcleo. O envelope, agora completamente convectivo, transporta a energia gerada pela casca de queima muito eficientemente e a conseqüência é um aumento muito substancial na luminosidade do objeto.

O fim da ascensão no RGV se dá com a ignição do Hélio no núcleo da estrela, quando este atinge temperatura suficientemente alta para tal ($T_c \sim 10^8$ K). Podemos identificar dois cenários distintos para o início da queima: em núcleos degenerados, e, portanto, explosiva, e em núcleos não-degenerados.

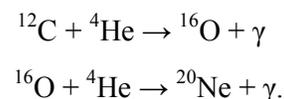
Estrelas com massa inferior a aproximadamente $2,2 M_\odot$ desenvolvem núcleos degenerados de Hélio enquanto estão no RGV. Quando a temperatura é suficientemente alta para que o processo conhecido como triplo-alpha ocorra, o início da queima se dá de forma explosiva, este fenômeno é denominado flash do Hélio. A luminosidade gerada neste flash é extremamente grande, mas a duração é de apenas alguns segundos e grande parte da energia nunca chega à superfície. Uma parcela dela é absorvida pelo próprio núcleo, removendo a degenerescência, e outra pelo envelope.

Todas as estrelas do intervalo de massa considerado, independentemente da forma como se deu a ignição, passam, então, a queimar Hélio em Carbono e Oxigênio através do processo triplo-alpha, descrito a seguir:

- Processo Triplo-Alpha:



O núcleo de Berílio produzido a partir da primeira reação decai rapidamente em dois núcleos de Hélio, se não for imediatamente atingido por outra partícula alpha. Outras reações ainda podem ocorrer através da captura de partículas alpha por núcleos de Carbono e Oxigênio:



...

Para as temperaturas alcançadas no interior de estrelas de baixas massas e de massas intermediárias, reações de captura de partículas alpha a partir do núcleo de Neônio são raras, por causa dos fortes potenciais coulombianos a serem vencidos.

O início da queima de Hélio marca o fim do processo de contração e o núcleo passa a se expandir. A camada de queima de Hidrogênio é empurrada para regiões mais frias e a taxa de produção de energia diminui, em resposta a estas mudanças nas regiões mais internas, o envelope passa por um processo de contração e de aumento de temperatura, que gera uma queda na opacidade e retração da região convectiva. A luminosidade também diminui.

No núcleo passa a ocorrer queima do Hélio e este se torna convectivo, em vista da forte dependência do processo triplo-alpha com a temperatura. O envelope, por sua vez, continua gradualmente o processo de contração e provoca um aumento contínuo na densidade da camada de queima, esta camada que anteriormente experimentara uma queda brusca na taxa de produção de energia, associada à expansão do núcleo, passa agora por um aumento constante na produção de energia. Esta fase é conhecida como Ramo Horizontal (RH).

Este cenário permanece até que a influência da contração do núcleo em resultado do progressivo aumento do peso molecular médio se torne perceptível. Em resposta, o envelope pára o processo de contração e começa a expandir e a esfriar. Eventualmente, a abundância de Hélio no núcleo será suficientemente pequena para que a taxa de reações seja desprezível e a temperatura atingirá valores altos o bastante para que se inicie a queima em uma camada espessa que circunda o núcleo exaurido, estrelas da faixa de massa considerada aqui nunca atingirão temperaturas centrais capazes de iniciar a queima do Carbono, $T_c \sim 5 \times 10^8$ K.

O núcleo continua o processo de contração fazendo com que a densidade da camada de queima de Hélio aumente e a sua espessura diminua. O aumento de produção de energia na nova camada de queima força as camadas exteriores a se expandirem e a esfriarem, causando um desligamento temporário da camada de queima de Hidrogênio.

Conforme o núcleo continua a contrair, a produção de neutrinos cresce e a perda de energia decorrente do escape destas partículas passa a ser importante o suficiente para fazer com que a temperatura do núcleo caia. A consequência do aumento da densidade no núcleo e diminuição da temperatura é que esta região se tornará fortemente degenerada e a pressão de degenerescência será uma importante componente da pressão total. A região mais quente da estrela passa a ser a camada imediatamente exterior ao núcleo degenerado, onde a energia liberada em virtude da contração gravitacional ainda é maior do que a energia perdida por emissão de neutrinos.

Uma região onde ocorre transporte convectivo aparece na superfície e se aprofunda continuamente, decorrente do aumento da luminosidade da camada de queima de Hélio e expansão do envoltório, com conseqüente diminuição da temperatura e aumento da opacidade. O resultado deste processo é uma nova ascensão ao ramo das

gigantes, sendo esta fase denominada Ramo Assintótico das Gigantes (RAG). Na base do RAG ocorre um segundo processo de dragagem para estrelas mais massivas, sendo a massa inicial mínima para a ocorrência em torno de $4 M_{\odot}$. Neste processo de dragagem as correntes de convecção penetram a região entre as camadas de queima enriquecendo o envelope com Hélio e Nitrogênio.

A fase AGB pode ser dividida em duas partes: a fase AGB inicial e a fase de pulsos térmicos.

Os objetos classificados como AGB na fase inicial são aqueles que ainda não começaram a apresentar pulsos térmicos. Neste caso, a luminosidade e a temperatura são funções que variam monotonicamente com o tempo. Durante a passagem da estrela pela fase AGB inicial, a camada de queima de Hidrogênio não está ativa e a camada de queima de Hélio responde por quase toda a energia gerada pela estrela. Conforme a mesma evolui, a temperatura na casca de Hidrogênio aumenta, até que as condições favoreçam o estabelecimento da queima em uma fina camada.

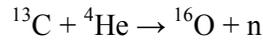
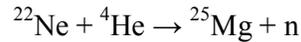
Esta ignição marca a transição para a fase de pulsos térmicos. Toda a energia gerada pela estrela está sendo produzida em regiões não degeneradas, portanto, qualquer aumento na produção de energia acarreta um aumento na pressão e inicia um processo de expansão.

Os pulsos térmicos caracterizam uma fase muito importante da vida da estrela, associada a uma taxa de perda de massa elevada e variações substanciais na luminosidade e na fonte de energia. A expansão iniciada pela queima do Hélio empurra a camada de queima de Hidrogênio para regiões mais frias, de modo que a queima cessa. A medida que a luminosidade proveniente da queima do Hélio cai, e, eventualmente, torna-se menor do que a luminosidade superficial, as camadas exteriores voltam a contrair e, ao atingir temperatura suficiente, a camada de queima de Hidrogênio volta à atividade. A taxa de queima de Hélio continua a cair e a casca de Hidrogênio passa a responder pela luminosidade da estrela. Este cenário permanece em equilíbrio, sendo o resultado da queima depositado no núcleo exaurido de Hidrogênio. Após uma quantidade suficiente de matéria ter sido processada, a casca de queima de Hélio reacende provocando uma nova expansão e o início de um novo pulso.

A terceira série de dragagem ocorre durante os pulsos térmicos e consiste, na verdade, em vários episódios de mistura distintos que seguem cada flash da camada de queima de Hélio, podendo a corrente de convecção penetrar na região entre as camadas. Cada episódio contribui substancialmente para o aumento das abundâncias superficiais de ${}^4\text{He}$ e ${}^{12}\text{C}$.

Outro importante fenômeno que ocorre durante a fase de pulsos térmicos é a captura lenta de neutrons denominado processo-s, do inglês *slow*. O processo é dito lento, pois o fluxo de neutrons é relativamente baixo, quando comparado ao processo rápido, que ocorre em eventos explosivos como supernovas. Os fluxos de neutrons que

alimentam o processo-s estão entre 10^5 e 10^9 neutrons por cm^2 por segundo e são gerados pelas seguintes reações que ocorrem no interior estelar:



Os neutrons são capturados por elementos, principalmente do grupo do Ferro, de modo que estes adquirem uma massa maior, mantendo, é claro, o número atômico. O processo se repete até que o excesso de neutrons torne o núcleo instável, este sofre, então, um decaimento beta (β^-), emitindo um elétron e um neutrino e convertendo o nêutron em próton. Assim:



Se o novo núcleo formado ainda não for estável, outro decaimento ocorre até que seja atingida a estabilidade.

Uma condição necessária para a ocorrência do processo-s é a presença de elementos capazes de capturá-los, tais elementos, como já foi dito, são os do pico do Ferro, pois a seção de choque é maior para elementos mais pesados. Como as estrelas de baixa massa e de massa intermediária não são capazes de produzir elementos de número atômico tão grande, o processo-s só pode ocorrer em estrelas de segunda ou terceira geração.

A fase de perda de massa da estrela continua até que todo o seu envoltório tenha sido lançado no meio interestelar. O material continua a se afastar do objeto central até que o núcleo de Carbono/Oxigênio se torne visível como uma anã branca. A radiação emitida pela anã branca ioniza o material expelido e surge uma nebulosa planetária.

1.2 - Estrelas Carbonadas e Oxigenadas: formação dos envoltórios circunstelares

Durante a fase AGB as estrelas apresentam características muito peculiares: envelopes são extremamente extensos e fracamente ligados à estrela central, variabilidade de longo período (centenas de dias), baixas temperaturas efetivas, ($T_{\text{ef}} \approx 2500 \text{ K}$) e ventos que podem variar de $10^{-7} M_{\odot}/\text{ano}$ até $10^{-4} M_{\odot}/\text{ano}$.

A fase de pulsos térmicos é determinante no processo de perda de massa destes objetos. Durante os ciclos de variação de luminosidade, a estrela contrai e expande, expulsando as camadas mais externas, e apenas marginalmente ligadas à estrela central. Este processo gera os densos ventos observados nestes objetos e conforme o material expelido se afasta da estrela, ele esfria atingindo temperaturas de dezenas de Kelvin em regiões distantes da estrela. Graças à alta densidade do vento, que propicia interação entre os constituintes do material, um ambiente favorável à formação de moléculas e,

posteriormente, grãos podem ser nucleados. Quando os grãos se formam, a opacidade no visível e no infravermelho próximo aumenta dramaticamente, e a pressão de radiação acelera os grãos. O gás é arrastado neste processo através de colisões e conseqüente transferência de momento dos grãos para as moléculas constituinte do gás, nos ventos das estrelas AGB, os grãos correspondem a cerca de 1% da massa total.

As estrelas ricas em Oxigênio mais evoluídas seriam as denominadas OH/IR e que apresentam taxa de perda de massa entre 10^{-5} e 10^{-4} M_{\odot} /ano. Estes objetos são assim chamados em virtude da presença do forte maser de OH em 1612 Mhz e do total obscurecimento do objeto no visível, sendo a radiação re-emitida pelo envoltório de poeira no infravermelho. As estrelas que apresentam taxa de perda de massa menor, entre 10^{-7} e 10^{-6} M_{\odot} /ano, são denominadas do tipo Mira e possuem envoltórios de poeira mais tênues, sendo a poeira dos envoltórios observada como um excesso no infravermelho no espectro do objeto.

As estrelas AGB são também classificadas com respeito a sua composição química, podendo ser Oxigenadas, química rica em Oxigênio, ou Carbonadas, química rica em Carbono. Esta diferenciação ocorre porque a molécula de CO é extremamente estável e tem uma forte energia de ligação sendo, portanto, dificilmente dissociada. O Oxigênio e Carbono são, portanto, aprisionados nas moléculas de Monóxido de Carbono até que a grande maioria dos átomos do elemento menos abundante esteja aprisionada. Teremos, assim, uma química rica no elemento mais abundante e poucos compostos formados a partir do outro elemento. Quando ascendem o ramo das gigantes, todas as estrelas possuem o envoltório mais rico em Oxigênio do que em Carbono. Uma das conseqüências do terceiro processo de dragagem é, entretanto, a formação de estrelas carbonadas, ou seja, razão $C/O > 1$ e, conseqüentemente, um envoltório com química rica em Carbono. Há, porém, objetos que mantêm a razão $C/O < 1$ e continuam com a química superficial baseada em Oxigênio.

Algumas estrelas evoluem, então, seguindo a seqüência espectral: M - S - C. Sendo as estrelas M as do tipo Oxigenadas, as do tipo S, estrelas com razão C/O aproximadamente 1 e as do tipo C as estrelas Carbonadas.

Sabe-se a partir de observações que estrelas com massas iniciais entre $1,6 M_{\odot}$ e $3 M_{\odot}$ formam estrelas Carbonadas. Os modelos calculados, entretanto, apontavam a ocorrência da terceira série de dragagens para estrelas de massas maiores que $3 M_{\odot}$. O processo responsável por reduzir este valor ao limite observado seria o chamado “Hot Bottom Burning”, queima na base do envoltório convectivo, que ocorreria para estrelas mais massivas que $3 M_{\odot}$, e que possuem temperaturas suficientemente altas na base do envoltório. Este fenômeno transformaria, através do ciclo CNO, grande parte do ^{12}C que seria levado à superfície em ^{14}N , diminuindo o enriquecimento superficial (Renzini & Voli, 1981). Ainda segundo cálculos de modelos, o limite inferior para ocorrência da terceira série de dragagens estaria localizado por volta de $3 M_{\odot}$. O que impossibilitaria o aparecimento das estrelas Carbonadas. Acredita-se que um processo extra de mistura

ocorra nas estrelas de massas mais baixas, denominado semi-convecção, e que tornaria possível a dragagem de Carbono à superfície, para estrelas de massas até aproximadamente 1 massa solar.

Nos envoltórios das estrelas Oxigenadas observamos, principalmente, a formação de silicatos e, nos envoltórios das Carbonadas, a tendência é, principalmente, a formação de grãos de Carbono amorfo e de carбето de silício, SiC. Por apresentarem taxas de perda de massa muito elevadas, a observação destes objetos é feita na faixa do infravermelho, onde pode ser estudada a radiação que é processada pelo envoltório e re-emitada. Os espectros destes objetos revelam a presença de uma característica em 11,3 μm , para as Carbonadas, atribuída ao SiC e em 9,7 e 18 μm , para as Oxigenadas, associada aos silicatos amorfos.

Na figura a seguir, temos 8 espectros de estrelas AGB oxigenadas, é possível observar as características de 9,7 e 18 μm em emissão para os objetos mais tênues e em absorção para os objetos mais densos.

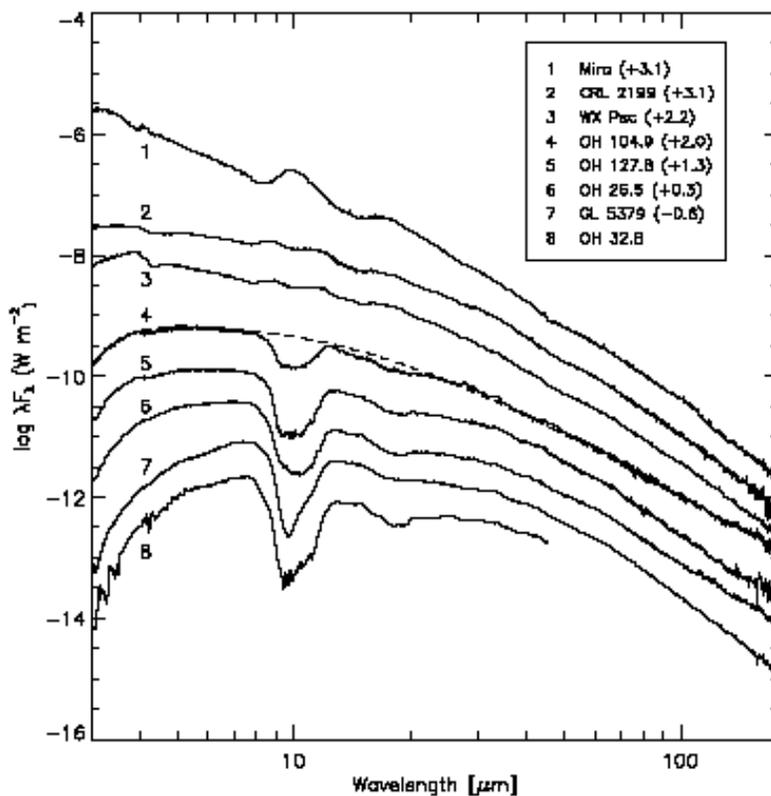


Figura 1.3 – Espectros obtidos com o ISO, Sylvester et al., 1999.

1.3 - Observação de envoltórios de poeira

Como já foi dito, as estrelas AGB apresentam uma taxa de perda de massa muito elevada, podendo o envoltório de poeira chegar a obscurecer completamente a estrela na

região espectral do visível. A radiação é processada pelo envoltório e re-emitada no infravermelho próximo e médio, principalmente entre 1 e 100 μm . Portanto, para estudar estes objetos e seus envoltórios também é necessário observar a emissão da poeira no infravermelho.

Fazer tais observações da Terra é possível, entretanto, o ideal são as observações feitas por telescópios espaciais. Pois, apesar de possuir janelas que permitem a observação em algumas bandas localizadas no infravermelho, a atmosfera da Terra dificulta a obtenção de dados, fazendo com que seja necessário corrigir as observações. Apesar das dificuldades o telescópio Gemini é atualmente utilizado para este fim.

O primeiro grande *survey* de observações em comprimentos de onda no infravermelho foi realizado por um programa militar americano, o projeto foi idealizado e comandado por cientistas do *Air Force Geophysics Laboratory* (AFGL). As observações eram feitas por telescópios lançados a bordo de foguetes. O primeiro *survey* completo foi divulgado em 1976 e foi denominado AFGL *Four-Color Infrared Sky Survey*. As medições eram feitas em 4 bandas fotométricas, centradas aproximadamente em 4,2, 11,0, 19,8, e 27,4 μm .

No entanto, mais recentemente, as observações destes objetos foram e são feitas principalmente por telescópios espaciais, como IRAS, ISO e SPITZER. Abaixo, descrevemos rapidamente estas missões:

O *Infrared Astronomical Satellite* (IRAS) foi uma missão representou uma marco no conhecimento das estrelas AGB, possibilitando cálculos de modelos e um conhecimento mais profundo da composição dos envoltórios. O satélite foi lançado em 25 de Janeiro de 1983 e a missão durou 10 meses. O IRAS foi o primeiro a realizar um *survey* de todo o céu em infravermelho, mapeando 96% do céu em quatro bandas fotométricas centradas nos comprimentos de onda 12, 25, 60 e 100 μm . A missão aumentou o número de fontes astronômicas catalogadas em aproximadamente 70%, detectando algo em torno de 350.000 fontes infravermelho.

Além disto, o satélite IRAS também continha um espectrômetro de baixa resolução sensível de 7,5 a 23 μm com um poder de resolução de 20. Muitas das emissões dos grãos de poeira e suas características estão contidas neste intervalo, o estudo dos espectros observados possibilitou, portanto, um conhecimento mais profundo da química presente nos envoltórios de poeira. A figura 1.4 mostra um espectro de uma OH/IR com absorção de silicato em 9,7 μm .

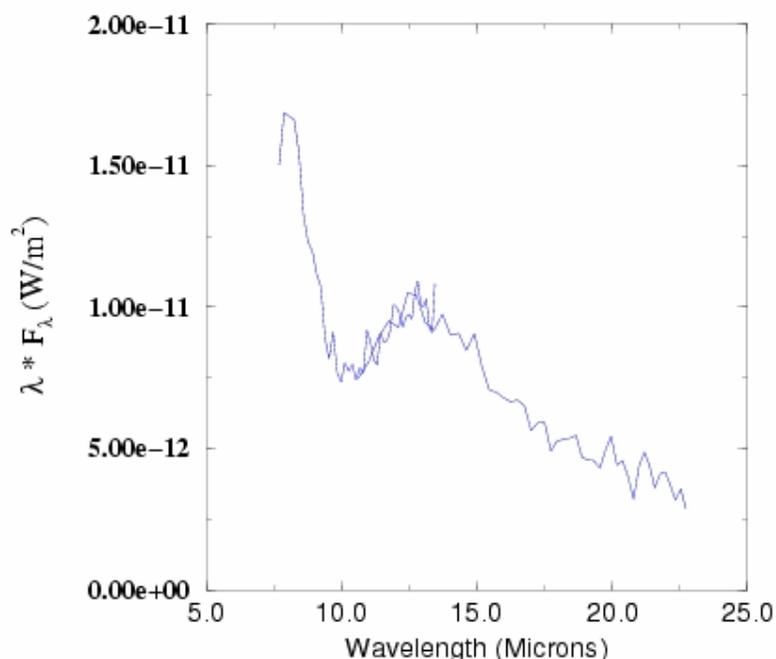


Figura 1.4 – Espectro do objeto OH/IR IRAS 20547+0247, IRAS LRS, <http://www.iras.ucalgary.ca/saldatabase/index.html>.

O *Infrared Space Observatory* (ISO) foi lançado em 17 de novembro de 1995 e esteve operacional por mais de 28 meses, revelando o Universo infravermelho até maio de 1998. O satélite estudou as emissões no infravermelho de aproximadamente 25000 fontes, desde 2,4 até 240 μm , utilizando quatro instrumentos: uma câmera de infravermelho, um polarímetro e dois espectrógrafos. A espectroscopia realizada pelo ISO revolucionou o conhecimento que se tinha dos envoltórios de poeira das estrelas AGB. O espectrógrafo para comprimentos de onda mais curtos, o SWS, por exemplo, atuou no intervalo espectral entre 2,4 e 45 μm , com uma resolução muito superior àquela alcançada pelo IRAS, um aumento de 1000 vezes em sensibilidade e 100 vezes em resolução, e forneceu informações muito ricas sobre a constituição dos envoltórios de poeira, revelando, inclusive, emissões que, até hoje, ainda, não foram identificadas.

O satélite Spitzer foi lançado em 25 de agosto de 2003 com previsão de duração de 2 anos e 6 meses, extensíveis a até pouco mais de 5 anos, enquanto durarem os estoques de Hélio líquido. Atualmente ele ainda está em operação. A bordo do SPITZER há quatro instrumentos: uma câmera infravermelho que opera simultaneamente em quatro comprimentos de onda (3,6, 4,5, 5,8 e 8 μm); Um espectrógrafo com quatro sub-módulos que operam nos intervalos: 5,3 – 14 μm (baixa resolução); 10 – 19,5 μm (alta resolução); 14 – 40 μm (baixa resolução) e 19 – 37 μm (alta resolução); E um fotômetro com três detectores que operam no infravermelho distante. A figura 1.5 mostra um espectro obtido em alta resolução para a fonte IRAS

05003-6712 obtido com o satélite Spitzer. Podemos ver nesta figura as duas emissões devido a grãos de silicato amorfo em 9,7 e 18 μm

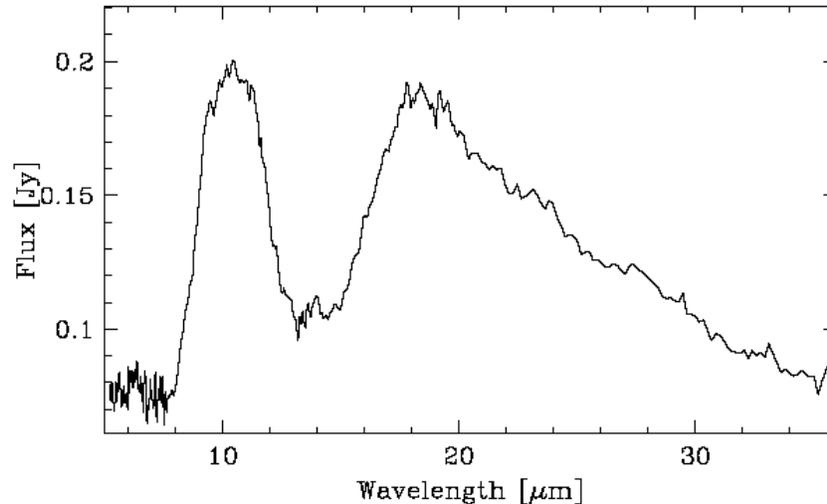


Figura 1.5 – Espectro da estrela IRAS 05003-6712, Zijlstra et al., 2006.

O satélite MSX também foi uma importante missão, que esteve em operação entre 1996 e 1997, e que observou diversas fontes em 6 bandas fotométricas centradas em: B1 (4.29 μm), B2 (4.25 μm), A (8.28 μm), C (12.13 μm), D (14.65 μm), and E (21.34 μm). Obtendo informações fotométricas muito importantes para os estudos dos envoltórios de poeira das estrelas AGB.

Diferentemente das missões espaciais, o observatório Gemini consiste de dois telescópios de 8,1 m localizados em diferentes sítios, um no hemisfério Norte (Hilo, Hawaii) e outro no hemisfério Sul (La Serena, Chile). Juntos, eles oferecem uma cobertura completa do céu, estão atualmente entre os mais avançados telescópios óptico/infravermelho. Imagens com diâmetro de cerca de 0,1'' podem ser obtidas no infravermelho próximo e limitadas, entretanto, pela difração no infravermelho distante. Apesar das dificuldades impostas pela atmosfera nas observações no infravermelho, os telescópios Gemini apresentam uma boa opção para observação, graças aos excelentes sítios e tecnologia dos instrumentos.

Um survey importante para a pesquisa em comprimentos de onda no infravermelho foi o *Two Micron All Sky Survey* (2MASS), um projeto que utilizou 2 telescópios (Mt. Hopkins Arizona e Cerro Tololo/CTIO Chile) e mapeou todo o céu, entre 1997 e 2001, nas bandas J (1,25 μm), H(1,65 μm) e K (2,17 μm)..

1.4 - Objetos OH/IR e o fenômeno maser

Estrelas OH/IR, de acordo com o que já foi dito, são estrelas que se encontram no topo do AGB, com taxas de perda de massa muito altas, entre 10^{-5} e 10^{-4} M_{\odot} /ano. Acredita-se que, por causa da variabilidade destes objetos, as camadas mais exteriores da atmosfera e apenas marginalmente ligadas à estrela sejam constantemente empurradas para regiões mais frias, onde ocorre a formação de moléculas e, posteriormente, grãos. Quando os grãos se formam, a opacidade no visível e comprimentos de onda menores aumenta muito e, graças à grande luminosidade destes objetos, os grãos são acelerados pela pressão de radiação até velocidades terminais entre 10 e 30 km/s. Neste processo, os grãos transferem momento para o gás e o material vai se afastando continuamente da estrela central.

Os objetos OH/IR recebem este nome, pois toda a radiação emitida pela estrela é processada pelo envoltório de poeira e re-emitida no infravermelho, ficando o objeto completamente obscurecido na região do visível. Outra característica importante é a ocorrência de um fenômeno conhecido como maser (*microwave amplification stimulated emission of radiation*). Observamos emissões maser por transições de SiO, H₂O e OH, sendo a mais importante para os objetos OH/IR a que ocorre em 1612 MHz pela molécula de OH.

O fenômeno maser ocorre quando o estado de energia mais elevada de uma certa transição tem uma população maior que o de energia menos elevada. Neste caso, a emissão estimulada se torna mais provável do que a absorção e o que observamos é uma amplificação da radiação emitida.

O fenômeno maser em 1612 MHz ocorre em uma região distante da estrela, cerca de 10^{14} m, delimitada internamente pela região onde começa a ocorrer dissociação da molécula de água, causada por fótons do meio interestelar, e conseqüente formação da hidroxila e externamente pela nova dissociação que destrói a molécula de OH.

Como o envoltório da estrela está em expansão, somente moléculas se movendo na mesma direção e com a mesma velocidade poderão participar do fenômeno, já que é necessário que o fóton emitido tenha energia igual à diferença de energia dos dois níveis participantes da transição. Portanto, como os fótons emitidos por emissão estimulada conservam a direção do fóton inicial, observadores só identificaram duas fontes do fenômeno nos envoltórios, que correspondem à interseção dos mesmos com a linha de visada, uma na região que está se aproximando e outra na região que está se afastando do observador. O fenômeno maser observado em estrelas com envoltórios em expansão é, portanto, de duplo pico, um deslocado para o vermelho e outro para o azul. Os picos são em geral separados por 20 – 50 km/s, a metade da separação entre os picos corresponde à velocidade de expansão do envoltório e o ponto médio entre eles corresponde à velocidade do objeto em relação ao observador. Na figura a seguir, temos um exemplo de uma observação de um fenômeno maser em 1612 MHz. A figura abaixo

mostra a emissão do maser de OH da fonte IRAS 17404-2713, obtido por te Lintel Hekkert, 1991.

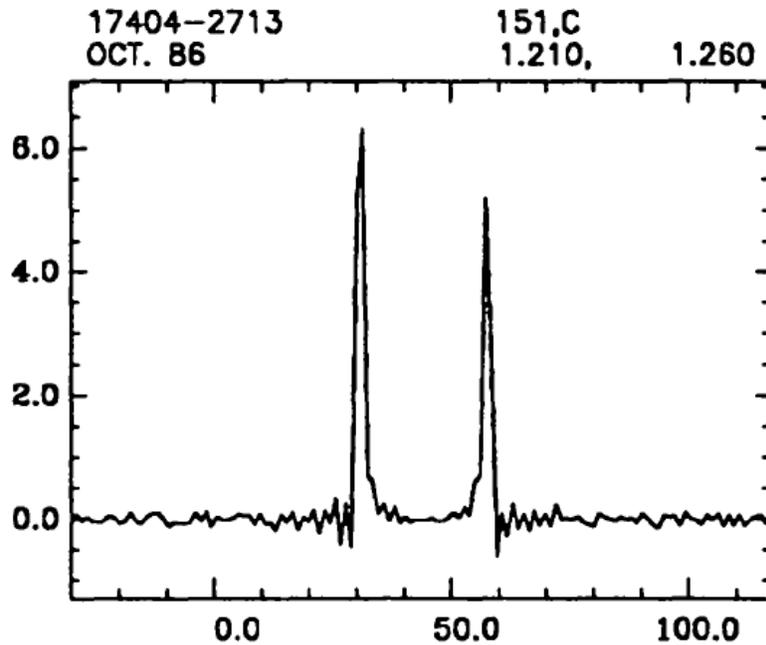


Figura 1.6 – Emissão maser da fonte IRAS 17404-2713.

Outras importantes fontes de maser podem ser observadas em estrelas OH/IR. Transições da própria molécula de OH, por exemplo, levam a emissões em 1667 e 1665 MHz, linhas principais. A dimensão da região de formação do maser das linhas principais é menor do que a região de formação do de 1612 MHz, e a poeira deve ser opticamente tênue no infravermelho distante, para que o processo de inversão de populações estimulada por fótons desta faixa de comprimento de onda possa ocorrer. As fontes que apresentam maser de OH nas linhas principais têm, portanto, envoltórios de poeira menos densos e são do tipo Mira (Elitzur, 1978).

O maser de SiO é o único que apresenta uma emissão deste tipo no estado excitado, ao invés de no estado fundamental de vibração. Isto implica que a região de formação do maser esteja localizada bem próxima à estrela. Esta proximidade só possibilita a visualização de uma das duas fontes de maser, as observações revelam, entretanto, que duas fontes são visíveis, uma deslocada para o vermelho e outra deslocada para o azul. No caso do maser de SiO, este fato é explicado pelos movimentos das correntes de convecção na região de formação da emissão. A associação do maser de SiO com os movimentos atmosféricos de larga escala é uma importantíssima ferramenta para o estudo dos movimentos convectivos nas estrelas AGB.

Por sua vez, o maser de H_2O é formado em uma região entre a do maser de SiO e a do de OH . Ocorrendo a distâncias de até 10^{13} m da estrela central e correspondendo a uma transição envolvendo o estado fundamental de vibração.

Podemos perceber que os masers fornecem informações de diferentes regiões de interesse ao redor das estrelas AGB, o seu estudo é, portanto, fundamental para o entendimento das características destes objetos e dos seus envoltórios.

O objetivo deste trabalho é estudar as estrelas OH/IR de dois modos: o primeiro visa estudar o desaparecimento e/ou aparecimento do maser OH em uma amostra específica; o segundo objetivo é estudar a presença de silicatos cristalinos nos envoltórios de uma outra amostra de estrelas OH/IR. Nas duas abordagens, utilizaremos a modelagem dos envoltórios de poeira desses objetos.

Assim, no capítulo 2, descrevemos o código utilizado; o capítulo 3 trata do problema das OH/IR mortas. Os silicatos cristalinos são apresentados no capítulo 4 e no capítulo 5 apresentamos nossas conclusões finais.

Capítulo 2

2.1 - Modelagem – Descrição do Código

A fim de estudar os objetos OH/IR, proposta desta monografia, utilizamos uma modelagem de seus envoltórios de poeira utilizando um método de simulação numérica de tipo Monte Carlo, que descreveremos a seguir.

O código utilizado neste trabalho foi desenvolvido por Celnikier e Lefèvre (1974) e modificado por Lorenz-Martins (1995). O objetivo do mesmo é calcular a transferência de radiação emitida por uma estrela central fria através de seu envoltório, composto por grãos.

A teoria de Mie (Mie, 1907) é utilizada no código, pois descreve a difração da luz por partículas sólidas em um líquido ou gás homogêneo, com base nas equações de Maxwell. As soluções das equações de Mie são válidas em situações onde temos um número qualquer de esferas homogêneas, de mesmo tamanho e composição química e distribuídas de maneira aleatória. Uma condição para que a aproximação da Teoria de Mie seja válida é que o comprimento de onda da radiação incidente seja muito menor do que a distância entre as partículas. Esta condição é tranquilamente satisfeita nos envoltórios das estrelas em questão. As fórmulas de Mie relacionam a eficiência de absorção com o tamanho dos grãos e com as constantes ópticas do material que os constitui, estes são, pois, dois parâmetros de entrada do nosso código.

O nosso modelo considera grãos esfericamente simétricos, assim como simetria esférica no envoltório, que é melhor descrito como uma casca com diversas camadas, pois em sua parte mais interna os grãos não podem condensar, por causa da alta temperatura. Entretanto, neste trabalho utilizamos, em diferentes momentos, duas versões do código:

- A primeira permite variar a lei de distribuição de matéria no envoltório, por meio de um parâmetro de entrada (\exp) que especifica o expoente da distribuição, assim: $\rho \propto r^{-\exp}$. Esta versão, porém, trabalha com apenas uma espécie de grão.
- A segunda possibilita a utilização de duas espécies de grãos com composição química e/ou tamanho diferentes, mas só considera envoltórios com distribuição de matéria $\rho \propto r^{-2}$.

O cálculo da transferência radiativa é realizado através de uma simulação numérica, visando obter as grandezas observáveis a partir de interações elementares e um grande número de eventos individuais.

O método utilizado no nosso código é o Método de Monte Carlo. O código calcula as trajetórias individuais de um dado número de fótons, de forma aleatória e utiliza os resultados de cada uma delas para obter o resultado global. Quanto maior o número de fótons considerados, melhor será a aproximação final.

O programa procede da seguinte forma para cada fóton:

- Escolhe uma posição aleatória na superfície da estrela, de onde será emitido o fóton. A direção de emissão do fóton também é escolhida aleatoriamente dentre todas as possíveis.
- As opacidades para cada camada na direção de propagação do fóton são calculadas.
- O comprimento da trajetória até a próxima interação é calculado, se o comprimento e a direção da trajetória levam o fóton para fora do envoltório, ele escapa; de outro modo ele encontra um grão. Neste caso, ocorre a interação e uma parte da energia é absorvida e outra é espalhada na forma de um novo fóton, com nova direção.
- Para determinar a direção do próximo fóton, entretanto, o programa recorre à indicatriz de espalhamento, $S(\theta)$, que dá a repartição de probabilidade de haver espalhamento por unidade de ângulo sólido e que é definida no próprio programa, calculada com base na Teoria de Mie.
- Após sucessivos espalhamentos, a energia do fóton se torna muito pequena. Um valor crítico é definido, de forma que, ao alcançar uma energia menor do que o valor crítico, o fóton seja abandonado e um novo fóton seja criado na superfície da estrela.

O aquecimento dos grãos é feito pela radiação que sai da estrela, pela radiação que é espalhada e pela radiação emitida pelos próprios grãos. A radiação emitida pelos grãos é simulada para cada zona de temperatura e para cada comprimento de onda, a posição do grão emissor e a direção da emissão são escolhidos aleatoriamente na camada. Os novos fótons emitidos são absorvidos pelas camadas superiores, de modo que um processo iterativo se faz necessário, até que um valor de equilíbrio seja atingido. O equilíbrio é considerado estabelecido quando a diferença entre duas iterações seguidas é menor do que um valor limite estabelecido.

Os parâmetros de entrada utilizados pelos códigos são:

- Raio interno do envoltório circunestelar, em unidades estelares.
- Raio externo do envoltório circunestelar, também em unidades estelares.
- O número de camadas isotérmicas em que o envoltório é dividido.

- O raio dos grãos, na versão do código que só considera um tipo de grão, apenas um raio deve ser informado, enquanto que na outra versão, os dois raios se fazem necessários.
- A temperatura efetiva da estrela, considera-se que a estrela se comporta como um corpo negro.
- O número de intervalos de comprimento de onda, quanto mais intervalos, maior a resolução espectral.
- A parte real e imaginária das constantes ópticas, no intervalo espectral definido, do material que compõe os grãos. Na versão que permite a utilização de dois grãos, os dois conjuntos de constantes ópticas devem ser fornecidos.
- O valor da opacidade. A partir deste valor e das constantes ópticas dos grãos será calculada a densidade dos mesmos ao longo do envoltório.
- O número de interações que devem ocorrer no envoltório para que o programa termine de rodar, quanto maior, melhor a estatística.

Os resultados das simulações são os seguintes:

- Os parâmetros de entrada referentes à estrela e ao envoltório: a temperatura efetiva da estrela, os raios interno e externo do envoltório, o tamanho (ou tamanhos) dos grãos, a opacidade em um dado comprimento de onda e, no caso da versão que permite distribuições de matéria diferentes de constantes, o expoente da distribuição de matéria.
- As eficiências de extinção, absorção e espalhamento dos grãos, em cada comprimento de onda. Na versão que considera dois grãos, os valores são dispostos separadamente.
- A distribuição de opacidade do envoltório em cada comprimento de onda.
- O perfil de temperatura do envoltório, obtido sem considerar a emissão térmica dos grãos. Na versão do modelo que considera dois tipos de grãos, os dois perfis de temperatura são obtidos separadamente.
- O número de iterações necessárias para alcançar o equilíbrio térmico e o perfil de temperatura considerando a emissão por parte dos grãos. Na versão do modelo que considera dois tipos de grãos, os dois perfis de temperatura são obtidos separadamente.

- As distribuições espectrais de energia: direta (escapa sem interação), difusa (espalhada ao interagir com os grãos), térmica (emitida pelos grãos) e total (soma das anteriores).
- A opacidade total do envoltório calculada após a emissão térmica dos grãos.
- O fluxo de energia absorvido e emitido pelo envoltório, sendo a diferença a energia absorvida pelo mesmo, e responsável pelo perfil de temperatura final.
- A brilhância dos anéis transversais do envoltório em quatro comprimentos de onda. É uma imagem do envoltório, útil para comparar com leituras de alta resolução espacial.

Para obtenção do melhor conjunto de parâmetros calculados nas simulações, ajustamos nossos modelos a observações fotométricas e espectrofotométricas, quando disponíveis. Este ajuste é feito utilizando a distribuição espectral de energia total (SED – Spectral Energy Distribution) obtida a partir das simulações. O melhor ajuste fixa o melhor conjunto de parâmetros obtidos para uma determinada estrela. As figuras abaixo apresentam alguns destes resultados.

A figura 2.1 apresenta as energias direta, difusa, dos grãos e total para um modelo cujos parâmetros são: Raio interno = 10 Re; Raio externo = 1000 Re; Temperatura = 1800 K; $\tau = 5,5$ em $10,0 \mu\text{m}$; Tamanho dos grãos Amorfo = 7000 Å; Tamanho dos grãos Cristalinos = 2000 Å; razão das abundâncias dos grãos Amorfo/Cristalino = 5.

Por sua vez, a figura 2.2 apresenta as temperaturas dos grãos de silicatos amorfo e cristalino em função do raio, o modelo possui os parâmetros: Raio interno = 5 Re; Raio externo = 1000 Re; Temperatura = 2500 K; $\tau = 15,0$ em $9,7 \mu\text{m}$; Tamanho dos grãos Amorfo = 10000 Å; Tamanho dos grãos Cristalinos = 10000 Å; razão das abundâncias dos grãos Amorfo/Cristalino = 5.

Já a figura 2.3 apresenta as energias de cada espécie de grão e a energia total dos grãos. Modelo com parâmetros: Raio interno = 5 Re; Raio externo = 1000 Re; Temperatura = 2000 K; $\tau = 10,0$ em $9,7 \mu\text{m}$; Tamanho dos grãos Amorfo = 10000 Å; Tamanho dos grãos Cristalinos = 10000 Å; razão das abundâncias dos grãos Amorfo/Cristalino = 3.

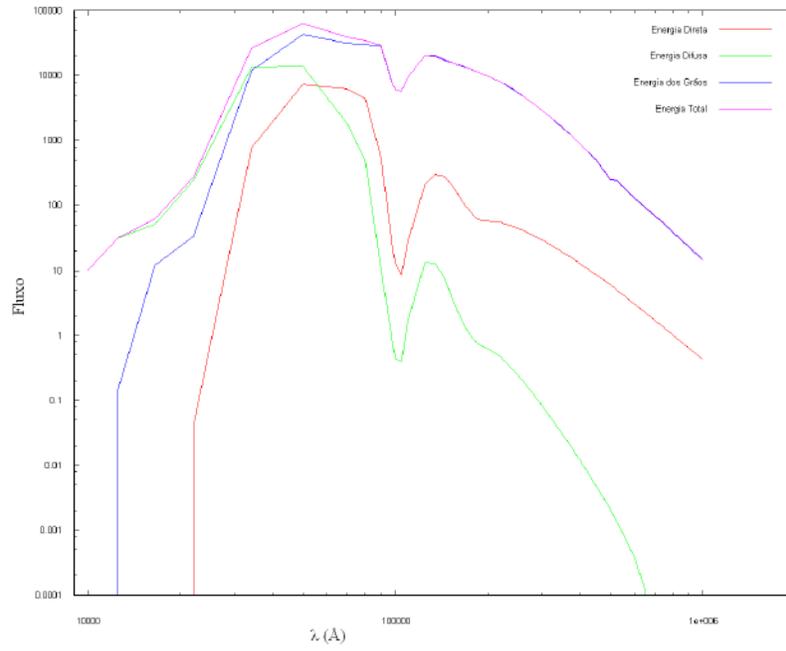


Figura 2.1 – Distribuição espectral de energias.

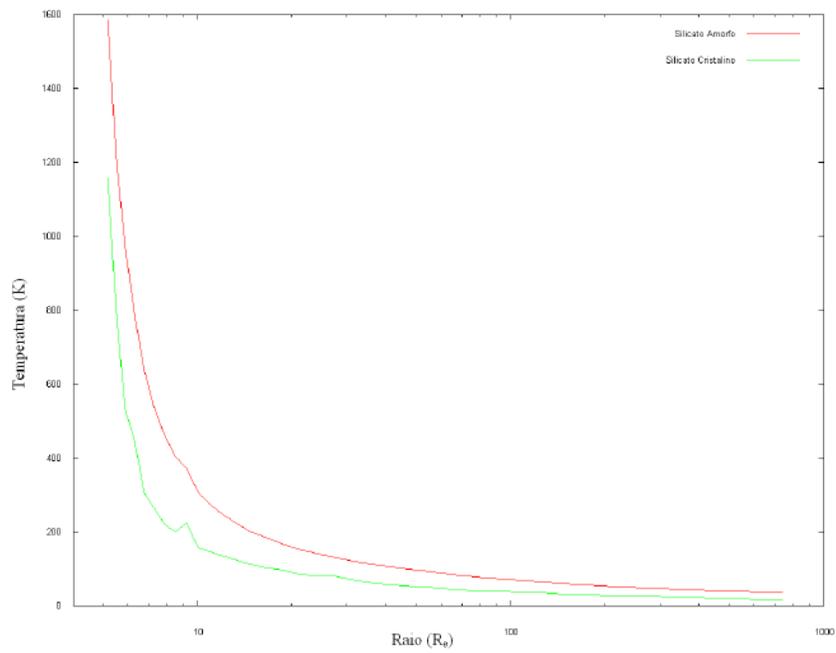


Figura 2.2 – Distribuição radial das temperaturas.

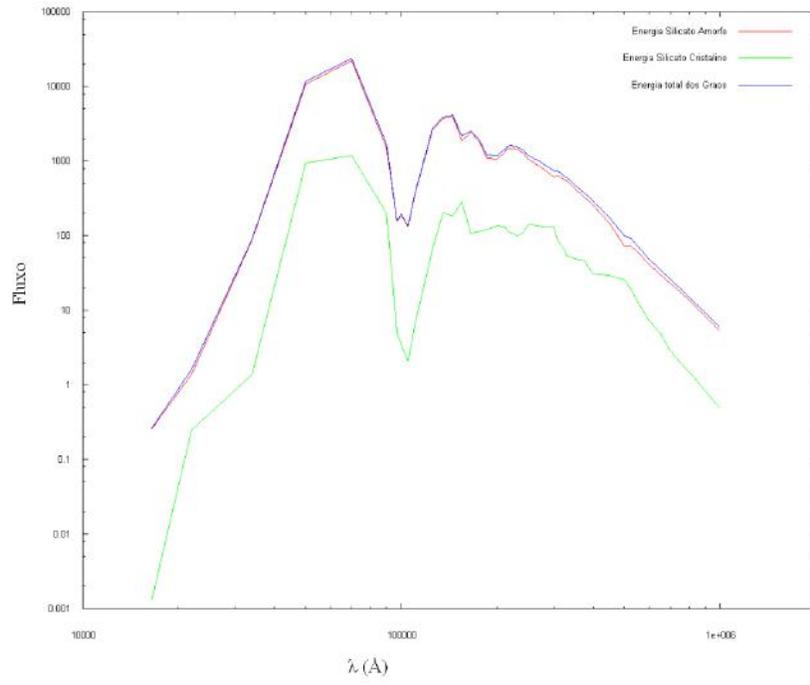


Figura 2.3 – Silicatos.

Capítulo 3: Estrelas OH/IR mortas

Em um artigo de 2002 Lewis discute a frequência do desaparecimento do maser de OH em estrelas OH/IR. Segundo o autor, podemos identificar dois cenários para o desaparecimento do maser de OH 1612 MHz que caracteriza estes objetos. O primeiro deles ocorreria quando a estrela expulsasse completamente as suas camadas exteriores e quando, conseqüentemente, o envoltório de poeira não pudesse mais ser mantido pelo fluxo do vento estelar. Considerando apenas esta possibilidade, a duração esperada deste fenômeno seria, segundo o autor, de cerca de 1700 anos e, portanto, deveríamos observar um desaparecimento do maser em uma amostra de 170 objetos a cada 10 anos, aproximadamente. Entretanto, uma segunda alternativa para o fim do fenômeno maser de OH nestes objetos é apresentada. Esta possibilidade ocorreria quando o fluxo de massa depositada no envoltório circunstelar cai fortemente após a luminosidade extra devido ao flash da camada de queima de Hélio cessar. A evolução subsequente seria o renascimento do objeto durante a ocorrência do próximo pulso térmico.

Lewis relata no seu artigo que até então só havia evidência de uma morte de objeto OH/IR, IRAS 18455+0448, que possuía um maser de 2.1 Jy em 1988 que diminuiu para 0.1 Jy em 1998; o decaimento exponencial final foi acompanhado por dois anos por Lewis, Oppenheimer & Daubar (2001).

Ele também observou quatro fontes, dentre uma amostra de 112 objetos com características semelhantes, que apresentaram desaparecimento do maser de OH. Estes valores implicam em um tempo de vida do maser $t_e \sim 314 (+387,-97)$ anos.

Baseando-nos na descoberta feita por Lewis, desenvolvemos o trabalho em duas frentes:

- As fontes indicadas por Lewis foram modeladas utilizando o código descrito neste trabalho, a fim de (i) investigar as características dos envoltórios, (ii) conhecer melhor os objetos e (iii) poder sustentar, ou não, a hipótese de variabilidade do maser de OH de acordo com os pulsos térmicos.
- E, a fim de encontrar novos objetos OH/IR cujos masers desapareceram, ou que estavam no fim da vida, buscamos na literatura medidas disponíveis com intervalo entre as observações de pelo menos 10 anos.

3.1 - Modelagem dos objetos encontrados por Lewis

De nove objetos OH/IR interessantes citados no artigo de Lewis, oito foram modelados e para um outro objeto não foi possível calcular um modelo por falta de dados.

3.1.1 - Descrição das fontes

3.1.1.1 - IRAS 18455+0448

É citada como um exemplo de objeto que passa pelo primeiro cenário de desaparecimento, que é normalmente irreversível. O decaimento exponencial final foi acompanhado por dois anos por Lewis, Oppenheimer & Daubar (2001). Segundo os autores, a falta de pulsações de longo período nos maser e as cores do envoltório muito vermelhas no infravermelho sugeriam que a estrela se tornara uma proto-nebulosa planetária.

A fonte foi observada pelo satélite IRAS: fotometria nas bandas centradas em 12, 25, 60 e 100 μm e espectroscopia LRS através do espectrômetro de baixa resolução que cobriu o intervalo entre 7,5 e 23 μm ; também foi observada pelo survey 2MASS nas bandas J, H e K e pelo MSX nas bandas B1, B2, A, C, D e E.

3.1.1.2 - IRAS 15060+0947

Na época da primeira detecção em maio de 1995 por Eder, Lewis e Terzian (1988) a fonte apresentava uma morfologia clássica de duplo pico, com os fluxos dos picos desviados para o azul e para o vermelho iguais a 142 e 370 mJy, respectivamente. Segundo Lewis, o objeto está nos últimos estágios do declínio exponencial final dos masers de OH. De acordo com as observações, o declínio do maser de OH estaria marcado por movimentos oscilatórios, como mostra a figura a seguir retirada de Lewis (2002) e mostra o declínio exponencial, marcado por um movimento oscilatório do maser da fonte IRAS 15060+0947. O fluxo do pico desviado para o vermelho foi deslocado verticalmente de 1 unidade para facilitar a visualização.

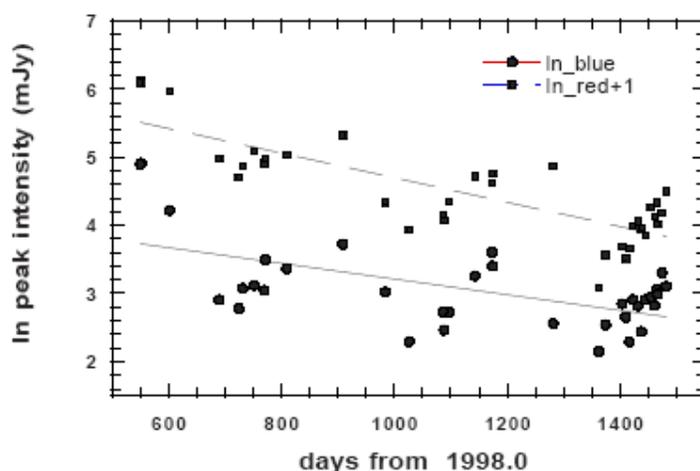


Figura 3.1 – Declínio do maser de OH da fonte IRAS 15060+0947.

A observação da oscilação no fluxo do maser indica, segundo Lewis, que a fonte é uma estrela OH/IR cujo maser está em declínio apesar de exibir as variações de longo

período características de estrelas AGB. Este objeto, portanto, é um forte candidato ao segundo cenário de desaparecimento do maser de OH.

Entretanto, o declínio exponencial final do maser de OH nunca chegou a se completar segundo Engels & Jiménez-Esteban (2007). A fonte é um objeto interessante, mesmo que não represente um exemplo do segundo cenário de desaparecimento do maser de OH, como apontado por Lewis.

Além do maser de OH, este objeto apresenta ainda maser de SiO (Ita, 2001) e H₂O (Engels, Lewis, 1996) com importantes variações nas velocidades de expansão observadas em curtos períodos de tempo (Deguchi et al. 2008).

A fonte já foi observada diversas vezes. Além do espectro obtido pelo satélite IRAS, o *Catalog of Infrared Observations, Edition 5* (Gezari, 1999) apresenta 28 medidas fotométricas, dentre as quais estão observações feitas pelo próprio IRAS, 2MASS, entre outros.

3.1.1.3 - IRAS 19479+2111

Lewis reportou em seu artigo em 2002 o desaparecimento total do maser de OH desta fonte. Este era um dos 4 objetos apontados por ele como OH/IR mortas. Entretanto, Engels & Jiménez-Esteban (2007) reportam o reaparecimento do maser deste objeto em 2005, segundo informações obtidas dadas pelo próprio Lewis. Ainda segundo os autores, esta fonte apresenta grandes variações de amplitude e o reaparecimento do maser indicaria que o processo de declínio em fontes com envoltórios “azuis” não é, em geral, permanente.

As observações utilizadas para a modelagem deste objeto foram feitas pelo satélite IRAS: fotometria nas quatro bandas e espectroscopia de baixa resolução; pelo 2MASS nas 3 bandas J, H e K; pelo satélite MSX nas 6 bandas já citadas; e algumas outras observações fotométricas (Tabela 3.1).

3.1.1.4 - IRAS 20547+0247

Este é outro objeto reportado por Lewis (2002). O maser desapareceu completamente entre 1988 e 2001. Este objeto é uma estrela não variável, ao contrário do que se esperaria para uma AGB, e possui um envoltório muito peculiar, que se apresentaria como uma nuvem molecular quente cercada por um toro, ou disco, mais frio (Barnbaum et al. 1996). Esta estrela, portanto, não pode ser considerada como um objeto representativo da classe OH/IR. A modelagem também pode apresentar erros, por causa da presença do disco e das peculiaridades do objeto, este objeto é possivelmente binário.

Este objeto possui muitos dados observacionais entre os quais estão: IRAS fotometria nas 4 bandas e espectroscopia de baixa resolução e 2MASS nas 3 bandas já citadas.

3.1.1.5 - IRAS 19529+3634

Outra fonte que, de acordo com o artigo de Lewis (2002), apresentava o maser de OH em 1987 e, posteriormente, deixou de apresentá-lo. É uma estrela que apresenta grandes variações, o que pode indicar que o objeto ainda está na fase AGB.

Por não possuir observações feitas pelo espectrógrafo do IRAS, a modelagem deste objeto ficou dificultada, apresenta observações fotométricas feitas por IRAS, 2MASS e MSX.

3.1.1.6 - Estrelas OH/IR nascendo

Para poder afirmar que o processo de desaparecimento do maser de OH ocorre em escalas de tempo menores do que o previsto anteriormente, é necessário que a taxa de aparecimento de novos masers seja maior, já que esperamos que a população de estrelas OH/IR se mantenha aproximadamente constante.

Algumas novas fontes de maser de OH foram, realmente, encontradas por Lewis em suas observações. Os novos objetos encontrados são: IRAS 18280+0521, IRAS 18432+1343, IRAS 19566+3423 e IRAS 19586+3637.

Todas as fontes apresentam observações do satélite IRAS espectroscopia e fotometria nas 4 bandas. O objeto IRAS 19566+3423 apresenta ainda observações do 2MASS e o objeto IRAS 19586+3637 apresenta observações do 2MASS e MSX.

As observações fotométricas de todas as fontes modeladas por nós estão resumidas na tabela abaixo. Legenda: 1 - IRAS espectroscopia; 2 - IRAS fotometria; 3 - 2MASS; 4 - MSX; 5 - Barnabaum et al., 1996; 6 - Fouque et al., 1992; 7 - Lawrence et al., 1988; 8 - Beichman et al., 1988.

Tabela 3.1: Amostra.

Objeto	Observações fotométricas	Status
IRAS 15060+0947	1, 2, 6, 7, 8	Morrendo
IRAS 18280+0521	1, 2	Nova
IRAS 18432+1343	1, 2	Nova
IRAS 18455+0448	1, 2, 3, 4	Morta
IRAS 19479+2111	1, 2, 3, 4, 8	Morrendo
IRAS 19529+3634	Não foi modelado.	Morta
IRAS 19566+3423	1, 2, 3	Nova
IRAS 19586+3637	1, 2, 3, 4	Nova
IRAS 20547+0247	1, 2, 3, 5, 6	Morta

3.1.2 - Resultados dos modelos:

A tabela abaixo resume os resultados encontrados para os objetos modelados, dispostos da seguinte forma: 1ª coluna: nome do objeto; 2ª coluna: Temperatura efetiva do objeto central; 3ª coluna: Raio interno do envoltório; 4ª coluna: Raio externo do envoltório; 5ª coluna: Raio dos grãos; 6ª coluna: expoente da lei de distribuição de massa do envoltório; 7ª coluna: opacidade; 8ª coluna: comprimento de onda no qual a opacidade é medida.

Tabela 3.2 - Resultados obtidos.

Objeto	Temp. (K)	Raio Int. (Re)	Raio Ext. (Re)	Raio dos Grãos (Å)	Exp.	τ	W (μm)
IRAS 18455+0448	2000	3.0	1000	7000	2.5	16.5	9.7
IRAS 19479+2111	2300	15.0	1000	1800	2.0	3.0	1.0
IRAS 20547+0247	2000	3.0	1000	6000	2.5	8	9.7
IRAS 15060+0947	2400	5.0	5000	1800	2.0	3.5	1.0
IRAS 19566+3423	2200	3.0	1000	6500	2.5	12.0	9.7
IRAS 18280+0521	2400	5.0	5000	1500	2.0	3.5	1.0
IRAS 18432+1343	2400	10.0	5000	1800	2.0	3.0	1.0
IRAS 19586+3637	2400	10.0	5000	1800	2.0	3.5	1.0
IRAS 19529+3634	Dados insuficientes						

Os resultados dos modelos são mostrados a seguir e, posteriormente, a discussão dos resultados.

3.1.2.1 – IRAS 15060+0947

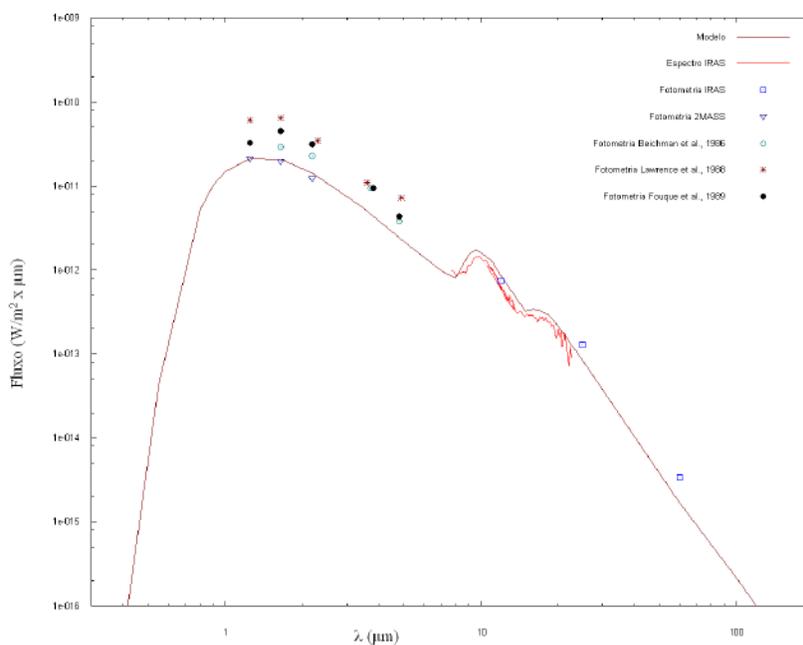


Figura 3.2 – Melhor ajuste para IRAS 15060+0947.

3.1.2.2 – IRAS 18280+0521

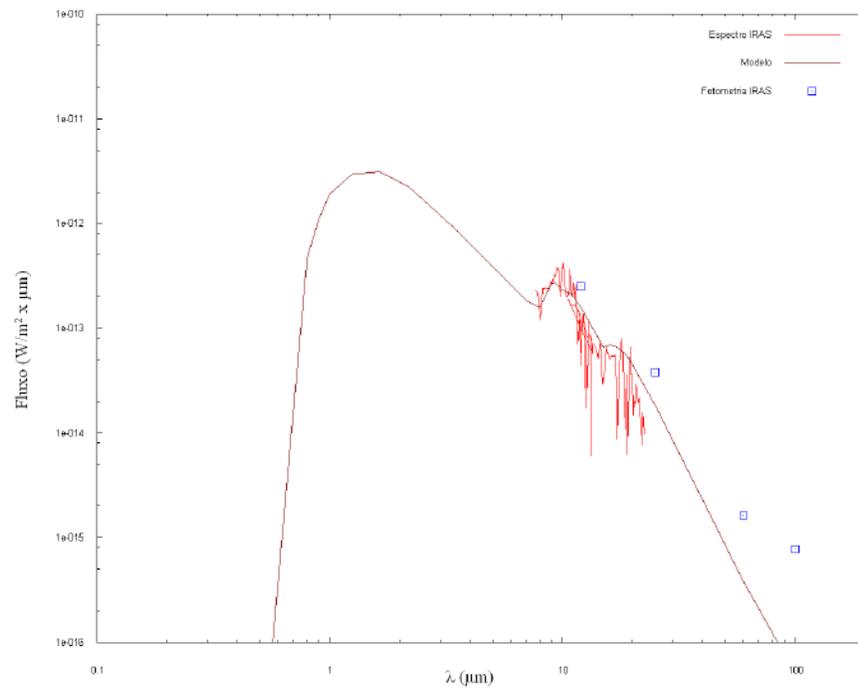


Figura 3.3 – Melhor ajuste para IRAS 18280+0521.

3.1.2.3 - IRAS 18432+1343

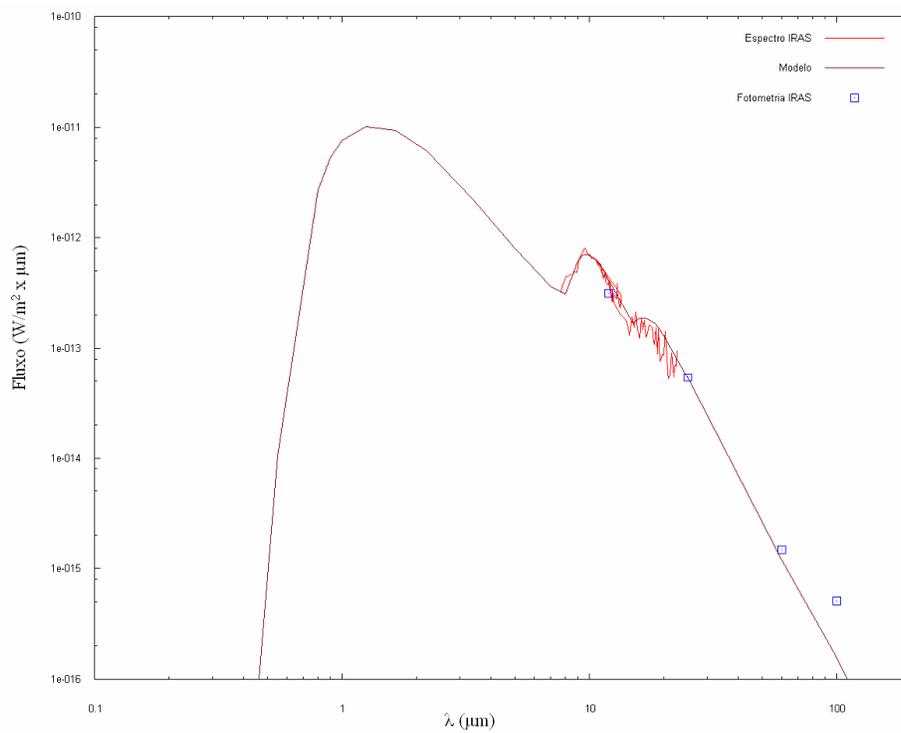


Figura 3.4 – Melhor ajuste para IRAS 18432+1343.

3.1.2.4 - IRAS 18455+0448

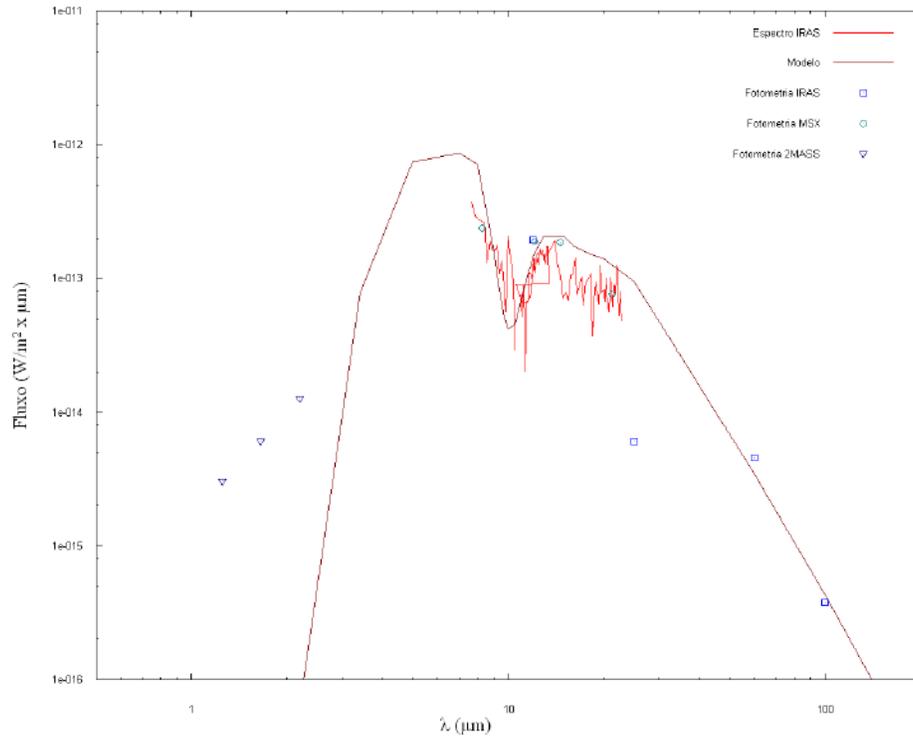


Figura 3.5 – Melhor ajuste para IRAS 18455+0448.

3.1.2.5 – IRAS 19479+2111

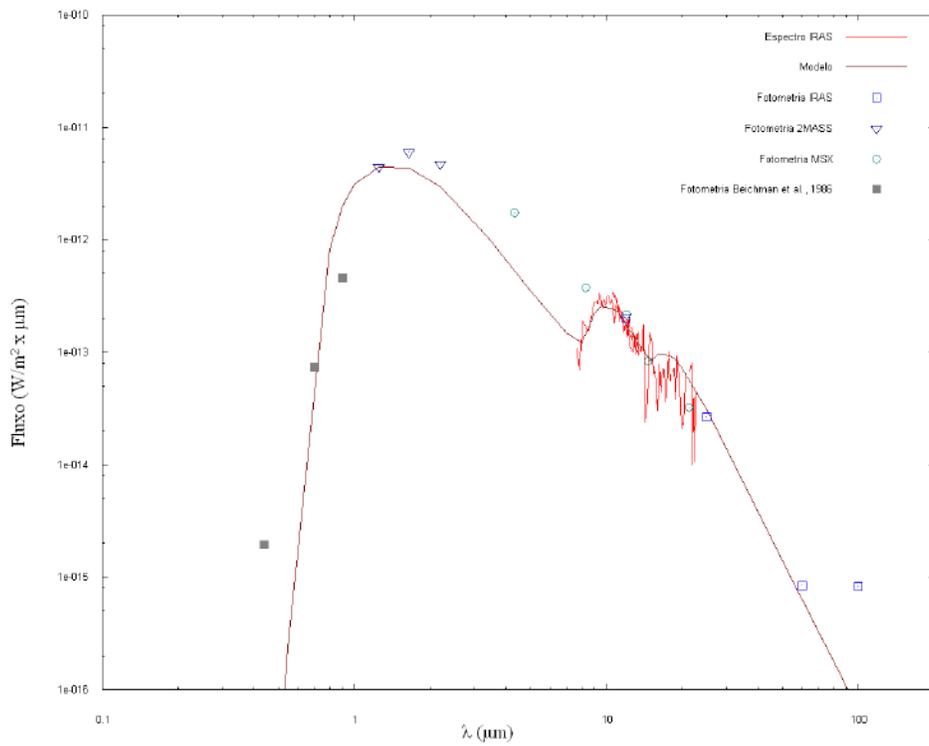


Figura 3.6 – Melhor ajuste para IRAS 19479+2111.

3.1.2.6 – IRAS 19566+3423

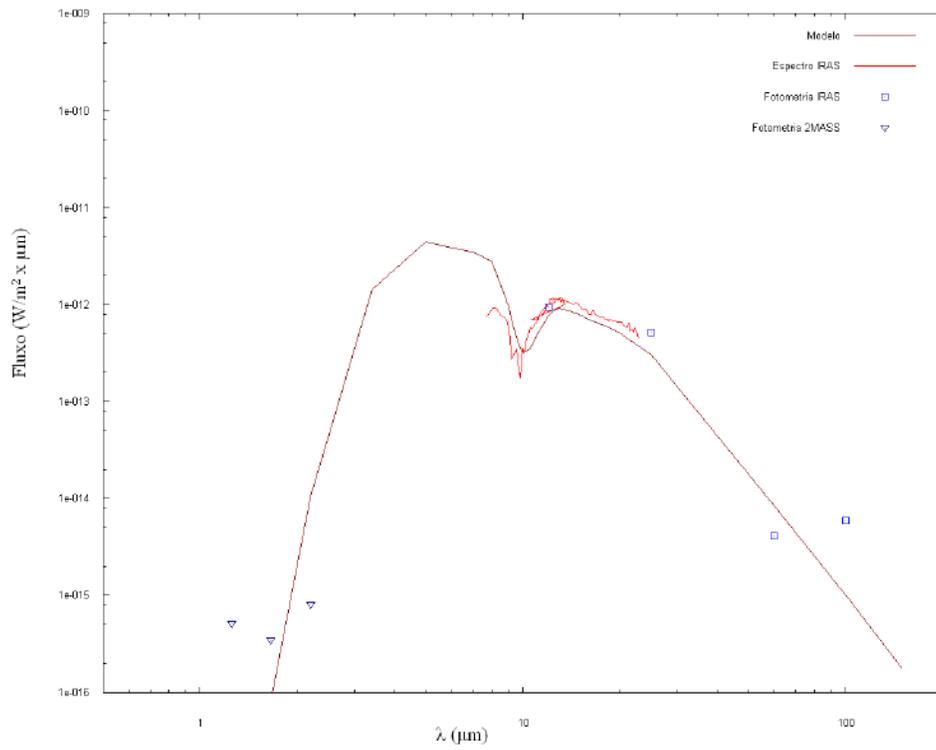


Figura 3.7 – Melhor ajuste para IRAS 19566+3423.

3.1.2.7 – IRAS 19586+3637

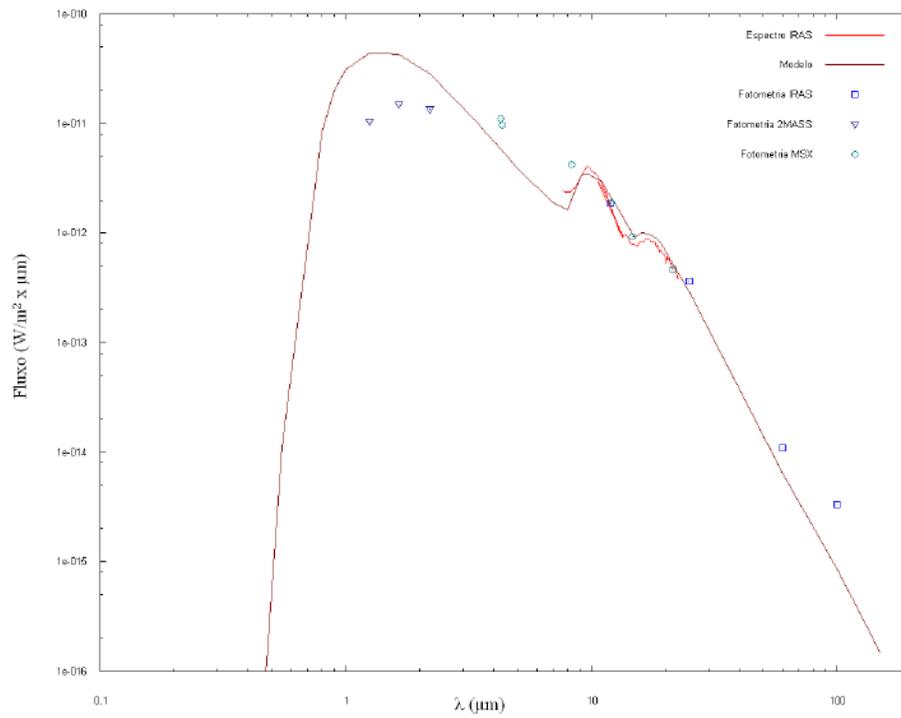


Figura 3.8 – Melhor ajuste para IRAS 19586+3637.

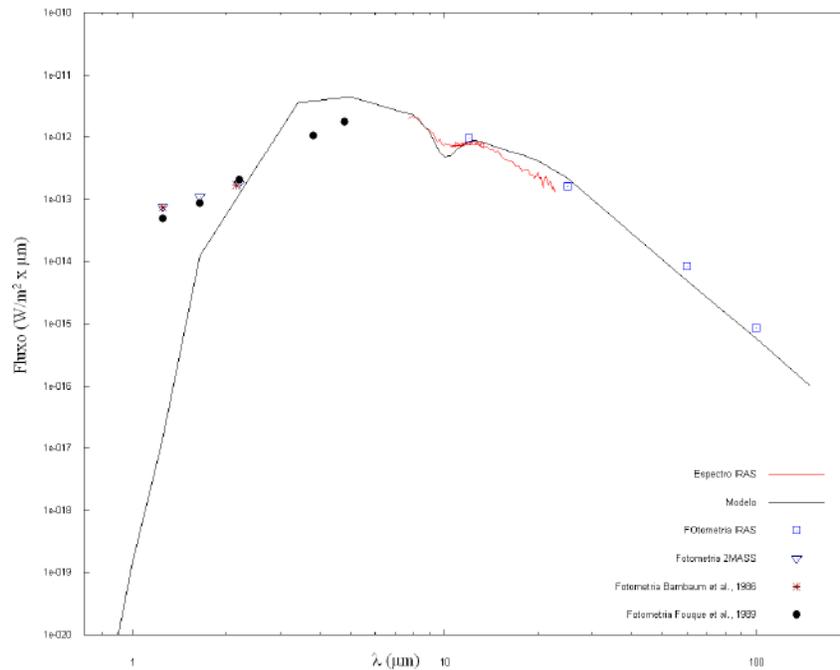


Figura 3.9 – Melhor ajuste para IRAS 20547+0247

Da nossa amostra, as fontes IRAS 15060+0947, IRAS 1820+0521, IRAS 18432+1343, IRAS 19586+3637, IRAS 19479+2111 e IRAS 20547+0247 apresentam as bandas de silicato a 9,7 e 18 μm em emissão, enquanto as fontes IRAS 18455+0448, IRAS 19566+3423 e IRAS 20547+0247 as apresentam em absorção, sendo que no caso da fonte IRAS 19566+3423, a característica em 18 μm é imperceptível no espectro IRAS.

Esta diferenciação básica, entre fontes com envoltórios mais espessos, e, portanto, bandas dos silicatos em absorção, e fontes com envoltórios mais tênues, e, por sua vez, bandas dos silicatos em emissão, nos permite analisar três parâmetros que refletem este agrupamento.

No caso do tamanho dos grãos, por exemplo, podemos observar que nas fontes que apresentam as bandas em emissão, o valor é muito menor, 1500 Å para o objeto IRAS 18280+0521 e 1800 Å para os demais objetos. Entretanto, quando consideramos as fontes cujos envoltórios são mais espessos, podemos perceber que o tamanho dos grãos é muito maior: 7000 Å para IRAS 18455+0448, 6000 Å para IRAS 20547+0247 e 6500 Å para IRAS 19566+3423.

O expoente da lei de distribuição de massa do envoltório também parece ser sensível a esta divisão, pois para todos os objetos com características de envoltórios menos espessos o valor do expoente é igual a 2; enquanto para as fontes com envoltórios espessos este valor é sempre 2,5.

Como esperado, a opacidade é o terceiro parâmetro sensível a esta diferenciação. O fato de a opacidade estar sendo medida em comprimentos de onda diferentes para as

duas classes de objetos pode aparentar uma impossibilidade de comparação dos resultados. Entretanto, os objetos que apresentam as bandas em emissão são modelados utilizando o valor da opacidade em $1,0 \mu\text{m}$ por sabermos que suas opacidades serão sempre menores do que os que apresentam as características em absorção.

Em suma, os objetos mais evoluídos apresentam modelos com opacidades maiores, grãos também maiores e leis de distribuição de matéria diferentes do caso de perda de massa constante. E os objetos menos evoluídos apresentam modelos com opacidades menores, grãos também menores e leis de distribuição de matéria condizentes com perda de massa constante.

De acordo com o que foi dito na introdução, os objetos que apresentam os silicatos em emissão são mais jovens e é, pois, mais interessante que observemos o fenômeno de desaparecimento do maser de OH nestes objetos.

Estes resultados encontrados para a amostra indicam que as fontes são estrelas com características físicas de envoltórios padrões para esta fase evolutiva, a fase AGB. Estando aquelas que possuem características de envoltórios mais espessos no topo do ramo assintótico e as com envoltórios mais tênues ainda em fases evolutivas menos adiantadas. Portanto, a hipótese de Lewis de que o fenômeno de emissão maser OH seria um fenômeno cíclico, possivelmente ligado à fase de pulsos térmicos, pode ser sustentada.

Entretanto, há outras possibilidades que podem ser propostas para o desligamento do fenômeno maser. Como já foi dito, para que a emissão maser ocorra, é necessário que as velocidades das moléculas envolvidas na linha de visada sejam constantes sobre uma região extensa. Portanto, eventos que causem turbulências nos envoltórios das estrelas OH/IR poderiam ser responsáveis pelo desligamento do maser. A presença de uma companheira, por exemplo, poderia ser suficiente para que o fenômeno maser fosse interrompido.

3.2 - Procura de novos objetos OH/IR desaparecendo e modelagem

Com o intuito de encontrar novos objetos que apresentassem variações importantes na emissão maser, fizemos comparações entre observações feitas entre um intervalo de pelo menos dez anos.

A amostragem mais recente utilizada foi aquela contida no trabalho de Sevenster et. al. (2001). Neste catálogo encontram-se disponíveis cerca de 400 objetos. Uma primeira busca foi realizada utilizando o SIMBAD (www.simbad.u-strasbg.fr), a fim de tentarmos localizar observações anteriores àquelas feitas por Sevenster. Fizemos uma comparação entre os fluxos observados em cada época com a finalidade de detectar alguma variação significativa. Consideramos apenas variações superiores a 40 %, uma

vez que estes objetos são intrinsecamente variáveis e uma variação no fluxo observado já é esperada.

Para comparar as amostras, construímos uma tabela, na qual constam o fluxo da fonte observado por Sevenster e o fluxo publicado em pelo menos um dos 7 artigos a seguir. Foi associado um número a cada artigo para facilitar o trabalho:

te Lintel Hekkert et al. (1989) = 1
te Lintel Hekkert et al. (1991) = 5
Gaylard & Whitelock (1988) = 12
Deacon et al. (2004) = 31
Caswell (1999) = 32
Argon et al. (2000) = 33
Bowers & Knapp (1989) = 34

Os primeiros resultados são apresentados na Tabela 3.3, a seguir. A tabela está apresentada da seguinte forma: Na coluna 1 está o número da fonte no catálogo de Sevenster; na coluna 2 a velocidade do pico de menor velocidade, retirado do catálogo de Sevenster; na coluna 3 a velocidade do pico de maior velocidade, retirado do catálogo de Sevenster; na coluna 4 o fluxo do pico de menor velocidade, retirado do catálogo de Sevenster; na coluna 5 o fluxo do pico de maior velocidade, retirado do catálogo de Sevenster; na coluna 6 o tipo do espectro no catálogo de Sevenster, segundo classificação descrita abaixo (*); na coluna 7 o número do artigo de referência, conforme descrito acima; na coluna 8 a velocidade do pico de menor velocidade, retirado do artigo de referência; na coluna 9 a velocidade do pico de maior velocidade, retirado do artigo de referência; na coluna 10 o fluxo do pico de menor velocidade, retirado do artigo de referência; na coluna 11 o fluxo do pico de maior velocidade, retirado do artigo de referência; na coluna 12 o tipo do espectro no artigo de referência, segundo classificação descrita abaixo (*); na coluna 13 os comentários.

Todos os fluxos são medidos em Jy e todas as emissões são do maser em 1612 Mhz.

(*) Classificação dos Espectros, descrita em Ortiz et al. (2005):

2P = Duplo pico, os dois picos têm uma diferença de fluxo menor que 10%.

2Pa1, ### = Duplo pico assimétrico, com velocidade menor mais fraca, seguido da porcentagem, que indica o tamanho em relação ao maior pico.

2Pa2, ### = Duplo pico assimétrico, com velocidade maior mais fraca, seguido da porcentagem, que indica o tamanho em relação ao maior pico.

1P = Pico único.

B = Bump de emissão, pico único, bem alargado.

Tabela 3.3 – Novas fontes OH/IR.

#	<i>Vl(km/s)</i>	<i>Vh(km/s)</i>	<i>Sl(Jy)</i>	<i>Sh(Jy)</i>	<i>Classif.</i>	<i>R.</i>	<i>Vl(km/s)</i>	<i>Vh(km/s)</i>	<i>Sl(Jy)</i>	<i>Sh(Jy)</i>	<i>Classif.</i>	<i>Obs.</i>
1	-100.0	-66.4	0.538	0.528	2P	5	-98.9	-65.4	2.62	2.04	2Pa2, 78	Não C.
1						1	-99	-67	2.2	1.9	2Pa2, 86	Não C.
3	-32.2	-13.2	0.384	0.640	2Pa1, 60	5	-33.1	-12.6	0.870	1.540	2Pa1, 56	Não C.
6	-118.3		0.443		1P	5	-119.3		0.480		1P	C.
7	92.7	51.9	0.707	0.787	2Pa1, 90	5	50.9	92.4	3.190	1.860	2Pa2, 58	Não C.
8	-58.5		1.558		1P	5	-58.8	-35.5	2.780	0.630	2Pa2, 23	Não C.
9	-81.8	-54.1	0.653	0.801	2Pa1, 82	5	-82.6	-53.6	1.080	1.560	2Pa1, 69	Não C.
15	-41.0	-13.2	2.336	1.735	2Pa2, 74	5	-41.6	-13.0	3.680	1.860	2Pa2, 51	Não C.
16	-58.5	-19.1	5.855	13.682	2Pa1, 43	5	-58.4	-18.7	4.690	13.120	2Pa1, 36	C. + ou -
19	-24.9	7.2	0.969	1.225	2Pa1, 79	5	-25.6	5.7	1.880	3.440	2Pa1, 54	Não C.
20	-41.0	-0.1	0.630	1.110	2Pa1, 56	5	-80.2	-42.7	0.120	0.280	2Pa1, 43	Não C.
21	-29.3	-7.4	0.571	0.639	2Pa1, 89	5	-29.8	-6.6	3.010	2.270	2Pa2, 75	Não C.
22	-25.5	8.1	0.738	0.552	2Pa2, 75	5	-26.5	6.9	0.830	1.310	2Pa1, 63	Não C.
23	1.4		1.269		1P	5	-36.8	2.3	1.730	1.860	2P	Não C.
24	-36.6	-7.4	0.794	1.845	2Pa1, 43	5	-37.7	-6.6	1.570	3.910	2Pa1, 40	Não C.
25	-54.1	-27.8	0.355	0.576	2Pa1, 62	5	-54.6	-27.7	0.430	0.890	2Pa1, 48	Não C.
28	-87.7	-52.6	0.717	0.655	2P	5	-87.8	-52.8	1.120	2.250	2Pa1, 50	Não C.
29	-70.8		0.959		1P	31						
31	-71.6		0.631		1P	5	-71.9	-24.1	0.890	0.440	2Pa2, 49	Não C.
32	-92.1	-45.3	1.732	2.081	2Pa1, 83	5	-92.8	-44.8	2.410	2.290	2P	Não C.
34	-151.9	-137.3	0.648	0.581	2Pa2, 90	31	-151.7	-137.5	1.210	1.490	2Pa1, 81	Não C.
35	-58.5	-48.3	0.960	0.941	2P	5	-58.2	-48.1	1.330	1.240	2P	Não C.
37	-76.0	-39.5	0.892	0.629	2Pa2, 71	5	-75.7	-40.5	0.830	1.130	2Pa1, 73	Não C.
40	-127.1	-100.8	0.645	0.767	2Pa1, 84	5	-126.9	101.1	0.740	0.720	2P	Não C.
43	-114.0	-95.0	0.352	0.487	2Pa1, 72	5	-116.3	-94.5	0.870	0.770	2Pa2, 89	Não C.
45	-52.6	-26.4	1.198	0.978	2Pa2, 82	5	-52.7	-26.7	1.730	0.780	2Pa2, 45	Não C.
46	-140.2		0.688		1P	31	-140.7		1.750		1P	Não C.
47	-67.2	-48.3	6.708	9.275	2Pa1, 72	5						
48	-88.3	-54.7	6.766	13.748	2Pa1, 49		-88.0	-54.0	7.800	24.000	2Pa1, 33	Não C.
49	27.7	49.6	1.404	8.186	2Pa1, 17	5	27.9	49.0	3.500	17.320	2Pa1, 20	Não C.
50	-105.8	-62.0	2.370	1.648	2Pa2, 70	5	-106.6	-61.8	4.310	2.660	2Pa2, 62	Não C.
52	-92.1	-61.4	0.367	0.688	2Pa1, 53	5	-92.1	-60.7	0.630	1.250	2Pa1, 50	Não C.
53	-20.5	5.8	5.261	18.634	2Pa1, 28	1	-22.0	6.0	5.000	19.000	2Pa1, 26	C.
54	-73.1	-27.8	2.476	2.197	2Pa2, 89	5	-73.9	-26.8	3.470	2.820	2Pa2, 81	Não C.
56	79.5	-40.1	35.285	57.785	2Pa1, 61	1	-79.0	-39.0	104.000	236.000	2Pa1, 44	Não C.
59	-67.9	-29.9	2.213	3.722	2Pa1, 59	1	-68.0	-30.0	4.900	8.900	2Pa1, 55	Não C.
61	-93.5	-48.3	1.144	0.657	2Pa2, 57	5	-93.8	-48.2	2.630	1.390	2Pa2, 53	Não C.
62	-118.3		0.608		1P	31	-118.0		1.750		1P	Não C.
64	-41.6	-15.3	1.985	3.442	2Pa1, 58	1	-40.0	-19.0	2.300	5.000	2Pa1, 46	Não C.
67	-57.6	-28.4	0.936	0.632	2Pa2, 68	1	-57.0	-28.0	2.600	1.800	2Pa2, 69	Não C.
69	-124.2	-95.4	1.716	1.081	2Pa2, 63	5	-124.6	-96.5	3.050	1.600	2Pa2, 52	Não C.
71	-163.6	-62.9	0.107	0.308	2Pa1, 35	32	-62.9		0.310			Não C.*
73	-154.8	-121.3	0.834	0.801	2P	5	-154.9	-120.9	1.280	1.090	2Pa2, 85	Não C.
76						32						
78	-44.5	-25.5	2.294	5.051	2Pa1, 45	1	-44.0	-25.0	2.000	8.900	2Pa1, 22	Não C.
80	-65.8	-30.7	0.368	0.458	2Pa1, 80	5	-65.8	-31.0	1.390	1.670	2Pa1, 83	Não C.
81	-112.5	-78.9	0.884	0.235	2Pa2, 27	5	-112.2	-77.9	2.380	1.400	2Pa2, 59	Não C.
82	35.0	58.3	2.944	0.586	2Pa2, 20	5	35.2		2.040		1P	Não C.
83	-59.9	-27.8	2.929	2.014	2Pa2, 69	5	-59.6	-27.7	2.140	1.220	2Pa2, 57	Não C.

#	<i>Vl(km/s)</i>	<i>Vh(km/s)</i>	<i>Sl(Jy)</i>	<i>Sh(Jy)</i>	<i>Classif.</i>	<i>R.</i>	<i>Vl(km/s)</i>	<i>Vh(km/s)</i>	<i>Sl(Jy)</i>	<i>Sh(Jy)</i>	<i>Classif.</i>	<i>Obs.</i>
91	-48.3	-22.0	3.262	1.917	2Pa2, 59	5	-48.4	-22.6	5.270	4.300	2Pa2, 82	Não C.
95	-68.7	-32.2	0.716	2.619	2Pa1, 27	5	-68.6	-32.1	0.790	3.440	2Pa1, 23	Não C.
96	-42.4	-8.8	1.837	2.524	2Pa1, 73	5	-42.3	-8.1	6.760	8.490	2Pa1, 80	Não C.
103	-70.2	-33.7	0.428	0.356	2Pa2, 83	5	-70.0	-33.7	0.380	0.390	2P	C. + ou -
104	59.8	83.1	1.694	0.563	2Pa2, 33	5	60.2	83.3	2.170	1.120	2Pa2, 52	Não C.
106	-89.1	-54.1	2.093	1.888	2P	5	-90.3	-53.5	2.930	7.380	2Pa1, 40	Não C.
108	-143.8	-92.7	3.359	1.241	2Pa2, 37	5	-144.2	-92.8	0.800	2.470	2Pa1, 32	Não C.
109	-43.0	-13.8	2.220	3.576	2Pa1, 62	1	-43.0	-13.0	6.000	9.500	2Pa1, 63	Não C.
110	-151.1		1.865		1P	1	-152.0		1.900		1P	C.
111	-81.8	-39.5	2.951	0.759	2Pa2, 26	1	-78.0	-39.0	4.300	1.000	2Pa2, 23	Não C.
115	-88.3	-47.4	12.430	6.573	2Pa2, 53	1	-87.0	-47.0	9.000	3.000	2Pa2, 33	Não C.
118	-145.2	-114.6	2.056	2.300	2Pa1, 89	1	-144.0	-115.0	2.800	4.600	2Pa1, 61	Não C.
120	-129.2	-73.7	0.453	0.703	2Pa1, 64	1	-128.0	-74.0	0.700	1.300	2Pa1, 54	Não C.
121	-130.0	-102.3	0.309	0.345	2Pa1, 90	5	-132.4	-103.9	0.470	0.580	2Pa1, 81	Não C.
122	-179.7	-149.0	0.510	0.610	2Pa1, 84	5	-179.7	-148.3	0.560	0.450	2Pa2, 80	Não C.
127	-121.3	-90.6	1.441	0.590	2Pa2, 41	5	-121.6	-89.9	1.630	1.140	2Pa2, 70	Não C.
128	-46.8	-11.8	0.254	0.218	2Pa2, 86	5	-52.8	-10.8	0.440	0.990	2Pa1, 44	Não C.
129	-43.9	-7.4	1.165	1.393	2Pa1, 84	1	-44.0	-7.0	2.400	3.700	2Pa1, 65	Não C.
130	-49.7		0.545		1P	5	-88.7	-48.0	0.420	1.020	2Pa1, 41	Não C.
131	-168.0	-134.4	3.887	2.246	2Pa2, 58	1	-168.0	-135.0	3.400	2.600	2Pa2, 76	Não C.
133	-78.9	-36.6	1.520	3.139	2Pa1, 48	1	-80.0	-35.0	2.400	3.600	2Pa1, 67	Não C.
134	-102.3	-73.1	0.665	0.821	2Pa1, 81	1	-102.0	-72.0	2.400	2.100	2Pa2, 88	Não C.
136	-46.8	-11.8	10.657	7.301	2Pa2, 69	5	-47.4	-12.4	30.270	18.400	2Pa2, 61	Não C.
138	-144.6	-116.9	1.856	1.218	2Pa2, 66	1	-144.0	-116.0	1.800	1.500	2Pa2, 83	Não C.
139	-68.7	-36.6	1.701	1.033	2Pa2, 61	5	-69.3	-35.8	1.900	1.280	2Pa2, 67	Não C.
140	-173.8	-149.0	0.475	0.378	2Pa2, 80	5	-173.9	-148.5	0.910	0.690	2Pa2, 76	Não C.
142	-61.4	-26.4	0.625	0.462	2Pa2, 74	1	-61.0	-25.0	2.100	1.900	2P	Não C.
143	-32.2	-4.5	3.879	3.199	2Pa2, 82	1	-32.0	-3.0	6.400	5.000	2Pa2, 78	Não C.
145	-51.2		11.085		1P	1	-48.0		8.700		1P	Não C.
147	-22.0		8.437		1P	1	-64.0	-21.0	5.500	12.000	2Pa1, 46	Não C.
148	-121.3	-78.9	0.504	1.343	2Pa1, 38	5	-121.3	-79.0	1.660	4.040	2Pa1, 41	Não C.
152	-83.3	-59.9	4.607	3.081	2Pa2, 67	5	-83.2	-59.8	9.960	6.360	2Pa2, 64	Não C.
153	-127.1	-102.3	0.226	0.213	2P	5	-130.0	-103.8	0.340	0.750	2Pa1, 45	Não C.
154	-127.1	-89.1	0.819	0.777	2P	1	-127.0	-88.0	0.900	0.800	2Pa2, 89	C + ou -
155	-102.3	-73.1	0.451	1.133	2Pa1, 40	1	-101.0	-73.0	1.000	1.300	2Pa1, 77	Não C.
156	-77.5	-32.2	3.834	4.172	2P	12	-77.0	-32.0	3.500	3.400	2P	Não C.
157	-51.2	-23.4	0.674	0.517	2Pa2, 77	5	51.6	-22.8	1.950	0.710	2Pa2, 36	Não C.
158	-62.9	-30.7	0.635	0.264	2Pa2, 42	5	-64.1	-31.4	2.450	0.930	2Pa2, 38	Não C.
160	-118.3	-93.5	0.442	0.876	2Pa1, 50	5	-119.4	-93.8	1.030	1.760	2Pa1, 59	Não C.
162	-24.9	7.2	1.245	1.706	2Pa1, 73	5	-25.4	7.1	1.210	1.760	2Pa1, 79	C.
163	-132.9	-111.0	0.705	0.795	2Pa1, 89	5	-132.8	-111.1	1.230	1.410	2Pa1, 87	Não C.
164	49.6		1.526		1P	5	16.4	49.9	1.160	2.260	2Pa1, 56	Não C.
168	-23.4	14.5	39.932	31.934	2Pa2, 80	5	-22.9	14.8	94.410	55.970	2Pa2, 59	Não C.
170	-5.9	20.4	8.536	12.152	2Pa1, 70	5	-7.0	20.5	9.810	21.070	2Pa1, 47	Não C.
172	-132.9	-111.0	0.513	0.565	2P	5	-134.7	-111.1	0.620	1.100	2Pa1, 56	Não C.
173	18.9	51.0	0.751	0.641	2Pa2, 85	5	19.0	51.1	1.420	1.110	2Pa2, 78	Não C.
175	-26.4	8.7	1.187	1.773	2Pa1, 67	5	-27.0	9.1	1.850	2.820	2Pa2, 67	Não C.
176	-38.0	-8.8	0.631	0.581	2P	1	-39.0	-9.0	0.900	0.800	2Pa2, 89	Não C.
181	-150.5	-121.3	1.574	2.638	2Pa1, 60	1	-150.0	-121.0	2.800	5.800	2Pa1, 48	Não C.
182	-201.6	-176.7	5.383	5.712	2P	1	-201.0	-176.0	11.400	10.200	2Pa2, 89	Não C.
184	-30.7	-1.5	0.338	0.342	2P	1	-31.0		1.400		1P	Não C.

#	<i>Vl(km/s)</i>	<i>Vh(km/s)</i>	<i>Sl(Jy)</i>	<i>Sh(Jy)</i>	<i>Classif.</i>	<i>R.</i>	<i>Vl(km/s)</i>	<i>Vh(km/s)</i>	<i>Sl(Jy)</i>	<i>Sh(Jy)</i>	<i>Classif.</i>	<i>Obs.</i>
185	-70.2	-46.8	1.130	0.225	2Pa2, 20	5	-72.1	-47.5	1.940	0.660	2Pa2, 34	Não C.
186	-17.6	2.8	0.297	0.484	2Pa1, 61	1	-17.0	2.0	0.800	1.400	2Pa1, 57	Não C.
192	-26.4	13.1	4.234	5.035	2Pa1, 84	1	-26.0	13.0	4.100	5.500	2Pa1, 75	Não C.
194	58.3	86.1	2.066	0.597	2Pa2, 29	1	58.0	86.0	3.500	0.800	2Pa2, 23	Não C.
195	11.6	37.9	0.291	0.534	2Pa2, 54	1	12.0	38.0	0.800	0.700	2Pa2, 88	Não C.
196	-16.1	14.5	0.283	0.268	2P	5	-16.9	15.8	0.530	0.530	2P	Não C.
198	-17.6	7.2	12.769	9.301	2Pa2, 73	1	-18.0	8.0	28.000	14.000	2Pa2, 50	Não C.
199	-92.1	-61.4	0.766	0.500	2Pa2, 65	1	-91.0	-61.0	3.800	1.500	2Pa2, 39	Não C.
200	-92.1		3.099		1P	31	-92.1	-57.2	5.370	0.620	2Pa1, 12	Não C.
201	-103.7	-76.0	0.751	0.956	2Pa1, 79	5	-104.5	-76.9	1.020	1.170	2Pa1, 87	Não C.

Encontramos alguma variação em praticamente todas as fontes comparadas, o que atribuímos a um efeito de calibração diferente ou a um erro sistemático nas observações. É necessário lembrar também que estas fontes são, em geral, variáveis e, portanto, variações já são esperadas.

Entretanto, 5 objetos mereceram atenção especial, pois 4 apresentaram uma variação de fluxo maior do que 40% e apenas 1 objeto apresentou um aumento no fluxo observado, de um fator de 4.2 em um dos picos. Estes objetos eram exatamente o que procurávamos. Assim como Lewis (2002) relatou em seu artigo, encontramos fortes candidatas a estrelas OH/IR cujos masers de OH estavam desaparecendo, ou surgindo em um caso.

As estrelas encontradas por nós também foram modeladas e apresentam características típicas de estrelas na fase evolutiva AGB. Duas fontes (IRAS 16146-5257 e IRAS 16333-4654) não apresentam espectro IRAS e a modelagem fica, pois, impossibilitada. A seguir, uma tabela que apresenta os dados utilizados nas modelagens dos objetos, dispostos da seguinte forma: a coluna 1 apresenta o nome IRAS do objeto e na coluna 2 estão os dados fotométricos utilizados na modelagem, sendo: 1 – Espectro IRAS, 2 – Fotometria IRAS, 3 – 2MASS, 4 – MSX.

Tabela 3.4: Nova amostra.

Objeto	Observações Fotométricas
IRAS 14297-6010	1, 2, 3, 4
IRAS 15142-5547	1, 2, 3
IRAS 17168-3757	2, 3, 4
IRAS 16146-5257	2
IRAS 16333-4654	2

Os resultados dos modelos são apresentados na tabela 3.5 da seguinte forma: 1ª coluna: nome do objeto; 2ª coluna: Temperatura efetiva do objeto central; 3ª coluna: Raio interno do envoltório; 4ª coluna: Raio externo do envoltório; 5ª coluna: Raio dos

grãos; 6ª coluna: expoente da lei de distribuição de massa do envoltório; 7ª coluna: opacidade; 8ª coluna: comprimento de onda no qual a opacidade é medida.

Tabela 3.5 – Resultados dos modelos.

Objeto	Temp. (K)	Raio Int. (R_e)	Raio Ext. (R_e)	Raio Grão (Å)	Exp.	τ	W (μm)
IRAS 14297-6010	2400	10	1000	3500	2	2,3	9,7
IRAS 15142-5547	2400	10	1000	2000	2	3	9,7
IRAS 17168-3757	1800	5	1000	1500	2	10	9,7

3.2.1.1 – IRAS 14297-6010

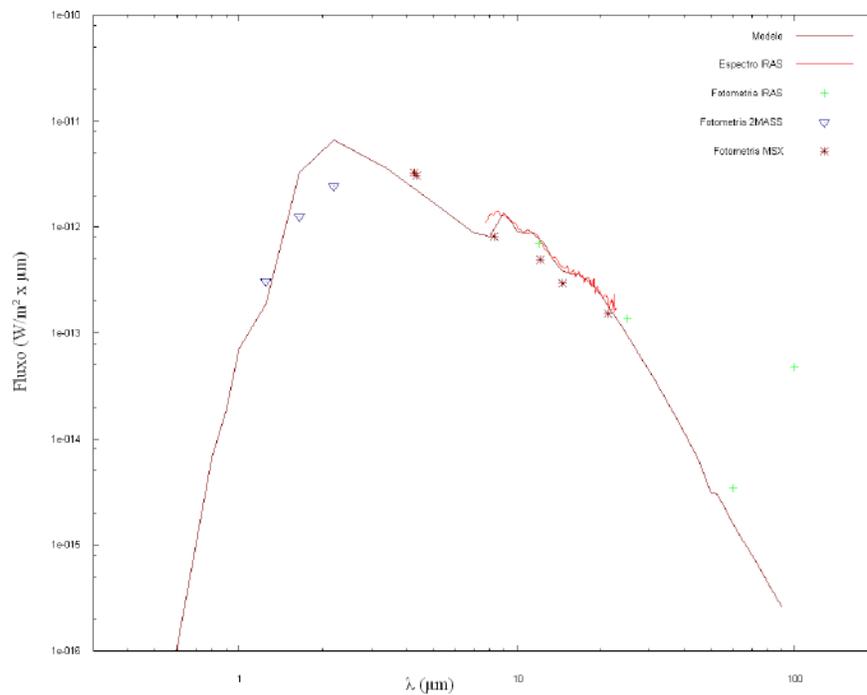


Figura 3.10 – Melhor ajuste para IRAS 14297-6010.

3.2.1.2 – IRAS 15142-5547

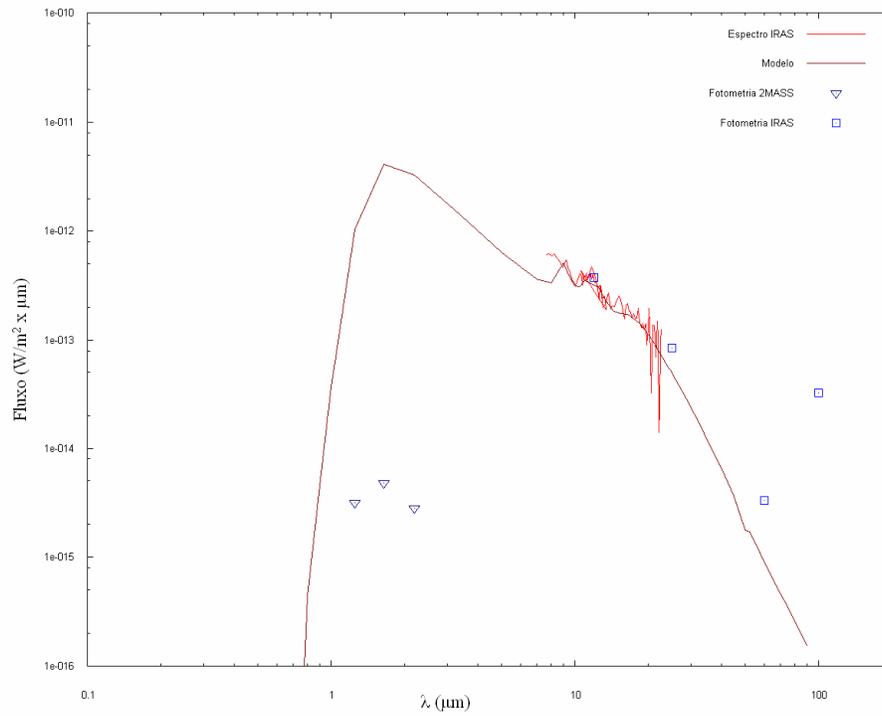


Figura 3.11 – Melhor ajuste para IRAS 15142-5547.

3.2.1.3 – IRAS 17168-3757

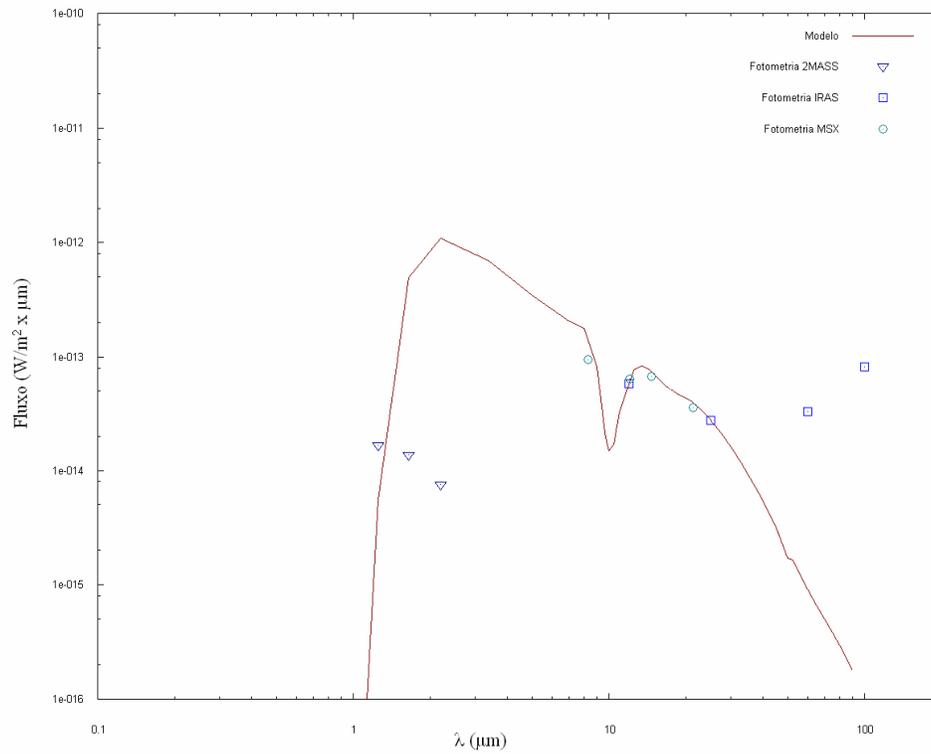


Figura 3.12 – Melhor ajuste para IRAS 17168-3757.

Na discussão dos resultados dos modelos para as fontes encontradas por nós, adotaremos a mesma sistemática utilizada no caso das fontes descobertas por Lewis. As fontes IRAS 14297-6010 e IRAS 15142-5547 apresentam características típicas de fontes com envoltórios tênues: opacidades não muito altas (2,3 e 3,0, respectivamente, medidas em $9,7 \mu\text{m}$), grãos relativamente pequenos (3500 e 2000 \AA , respectivamente) e lei de distribuição de matéria condizente com perda de massa constante. Entretanto, podemos observar que as duas fontes já apresentam a banda de $9,7 \mu\text{m}$ iniciando a absorção, ainda que pequena, fato que indica que estas fontes apresentam reflexos de envoltórios já um pouco evoluídos.

Os objetos apresentam, portanto, características típicas de envoltórios de estrelas oxigenadas ainda no ramo assintótico das gigantes. O desaparecimento do maser de OH para estas fontes não seria esperado, já que este fenômeno pode durar até a fase pós-AGB. Um acompanhamento destas fontes e de suas emissões masers se faz necessário para afirmar que o processo de desaparecimento está mesmo ocorrendo.

A modelagem da fonte IRAS 17168-3757 foi muito dificultada pela falta de dados e os parâmetros obtidos, baseados exclusivamente em observações fotométricas, não inspiram confiança. Os resultados são expostos com o intuito de ilustrar a necessidade de bons dados para calcular modelos. Elaborar conclusões a partir dos resultados obtidos para esta fonte é, portanto, inapropriado.

As outras duas fontes encontradas por nós, IRAS 16146-5257 e IRAS 16333-4654, apresentam ainda menos dados que a fonte tratada no parágrafo anterior. Para calcularmos modelos para estas fontes, seria necessário que dispuséssemos de dados espectroscópicos. Observações futuras destes objetos são extremamente importantes.

O que podemos afirmar é que encontramos 5 objetos bastante interessantes cujas características parecem indicar que ainda estão no ramo AGB e que apresentam variações muito significativas do maser de OH. Os próximos passos envolveriam observações mais detalhadas e acompanhamento da emissão maser destes objetos.

Todas as estrelas estudadas nesse capítulo possuem envoltórios de poeira com características típicas de objetos AGB. Isso nos leva a sugerir, portanto, que o fenômeno de desaparecimento do maser de OH seja uma fase pela qual objetos OH/IR passem. No entanto, a amostra ainda é muito pequena para afirmarmos com certeza.

Capítulo 4: Estudo da composição dos envoltórios de estrelas OH/IR: Silicatos Cristalinos

As estrelas AGB são os principais contribuintes para o enriquecimento do meio interestelar (MI). Porém, nosso conhecimento sobre os próprios mecanismos de perda de massa e sobre a formação dos grãos nos ventos das estrelas AGB é ainda primitivo. Sabe-se que os grãos que condensam correspondem a apenas 1% da massa expelida, e que são eles, entretanto, que dominam os processos radiativos, tanto de absorção da radiação emitida pelo objeto central, como a re-emissão em comprimentos de onda no infravermelho próximo e médio. É, portanto, de suma importância entender os processos de formação dos grãos e de transferência radiativa nos envoltórios.

Um ponto chave é a compreensão do tipo de grão que condensa e a distância da estrela onde isso ocorre, mas as seqüências de condensação em estrelas AGB são muito difíceis de serem calculadas teoricamente e são as observações que podem fornecer as pistas necessárias para alcançar um bom entendimento destes processos.

A composição da poeira dos envoltórios das estrelas AGB pode ser estudada espectroscopicamente em comprimentos de onda do infravermelho, região onde os grãos re-emitem a radiação, mas estudos da distribuição espacial e do local de formação de cada grão requerem observações com resoluções menores que 1 segundo de arco.

Entre os anos de 1995 e 1998 o satélite ISO vasculhou os céus obtendo dados espectroscópicos de alta resolução entre 2,4 e 240 μm . Os estudos revelaram uma riqueza impressionante dos espectros dos objetos AGB, contribuindo em muito para o conhecimento das seqüências de condensação e evolução química dos envoltórios destes objetos.

Baseados em observações no infravermelho, vários autores já haviam proposto a presença de espécies de silicato nos envoltórios das AGB (Gilman 1969; Jones e Merrill 1976). Os estudos pré-ISO indicavam quase exclusivamente, contudo, que os grãos presentes nos envoltórios das estrelas AGB seriam silicatos amorfos ricos em Ferro.

4.1 - Silicatos amorfos x cristalinos

Silicatos cristalinos são formados quando a condensação ocorre a uma temperatura mais alta do que a temperatura de vidro ($T \sim 1400 \text{ K}$), um valor diferente para cada tipo de silicato. Os silicatos amorfos são formados a temperaturas mais baixas ($T \sim 1000 \text{ K}$), pois as moléculas se unem no momento da colisão, já que não tem energia suficiente para encontrar uma posição mais favorável na estrutura.

Após a formação do silicato, há maneiras de que ele seja cristalizado, caso seja amorfo, ou amorfizado, caso seja cristalino. Se, por algum mecanismo, grãos amorfos

forem aquecidos à temperaturas superiores a temperatura de vidro, eles podem adquirir energia suficiente para se rearranjar na estrutura em uma posição mais favorável, formando um grão cristalino. Por outro lado, os grãos cristalinos podem sofrer colisões com outros grãos, ou interações com raios cósmicos, que modifiquem sua estrutura cristalina, transformando-a em uma estrutura não-favorável energeticamente, e diz-se, então, que o grão foi amorfizado.

Os silicatos amorfos são constituídos de tetraedros de SiO_4 e cátions de Mg^{2+} e Fe^{2+} . Os tetraedros compartilham quantidades variáveis dos seus átomos de Oxigênio e estão irregularmente distribuídos, os cátions estão localizados entre as estruturas tetraédricas dos silicatos. A razão Fe/Mg , que é encontrada a partir da presença destes dois metais na constituição dos silicatos, é um importante parâmetro que pode ser medido a partir de observações espectroscópicas.

Silicatos amorfos exibem características espectrais em 9,7 e 18 μm , que são causadas por transições entre modos das ligações: Si-O e O-Si-O.

Antes do lançamento do satélite ISO, acreditava-se que os silicatos da galáxia seriam amorfos e ricos em Ferro. Entretanto, com o advento do satélite ISO, ficou clara a presença de silicatos cristalinos nos envoltórios de algumas classes de estrelas AGB. Em geral esta presença é pequena, entre 5 e 10%, mas pode atingir valores até 60-80%, como no caso do objeto IRAS 09425-6040 (Molster et al. 2001b), uma estrela carbonada. As observações feitas com o ISO indicaram, ainda, que os grãos cristalinos formados nos ventos das estrelas AGB são pobres em Ferro, mas ricos em Mg. A diferença com respeito a presença de Ferro ou Magnésio no grão é percebida principalmente na opacidade em comprimentos de onda menores, já que os grãos que possuem Ferro absorvem mais eficientemente a radiação nestes comprimentos de onda.

4.1.1 - Silicatos cristalinos e taxa de perda de massa

As observações feitas pelo satélite ISO revelaram ainda que os espectros dos objetos AGB obtidos apresentavam características associadas a grãos cristalinos somente para grandes taxas de perda de massa. Este fato foi interpretado como uma evidência de que os grãos cristalinos não estariam presentes nos envoltórios de estrelas com baixa taxa de perda de massa. Entretanto, em um artigo de 2001, Kemper et al. mostraram, a partir de uma série de modelos calculados para diferentes taxas de perda de massa e razões cristalinos/amorfos, que esta conclusão não estava correta.

Os comprimentos de onda das emissões dos silicatos cristalinos presentes nos espectros destes objetos revelam que estes grãos contêm muito pouco ou nenhum Ferro e que são ricos em Magnésio, fato que sustenta, inclusive, a utilização de grãos cristalinos contendo apenas Mg no cálculo de modelos. Os grãos amorfos, por outro lado, seriam compostos tanto por Ferro, como por Magnésio.

A presença de Ferro nos grãos aumenta a opacidade no infravermelho próximo e nos comprimentos de onda mais curtos. Os silicatos amorfos absorveriam, portanto,

mais energia da estrela central, já que o pico da emissão deste objeto está localizado no infravermelho próximo. A diferença na absorção tende, porém, a diminuir para comprimentos de onda maiores, como no infravermelho médio e distante, onde está o pico de emissão dos próprios grãos.

Em um envoltório tênue, onde a radiação emitida pela estrela é re-processada poucas vezes, os grãos amorfos adquiririam uma temperatura maior do que os grãos cristalinos, visto que o fluxo de radiação com comprimentos de onda no infravermelho próximo, onde a diferença na absorvidade é grande, é maior do que no infravermelho médio e distante, onde a diferença é pequena.

Todavia, em estrelas cujos envoltórios são bastantes opacos, a radiação emitida pela estrela é absorvida e re-emitada várias vezes, de modo que os grãos localizados na região mais externa seriam iluminados por um campo de radiação cujo pico está no infravermelho médio, comprimentos de onda para os quais não há diferença na absorvidade. Estes grãos das regiões mais externas estariam, então, com temperaturas aproximadamente iguais e são eles que emitem a radiação observada por nós.

Deveríamos esperar, portanto, que a diferença de temperatura dos grãos dos envoltórios diminuísse de acordo com a distância da estrela. Como uma das saídas do código utilizado no trabalho é a temperatura dos grãos a diferentes distâncias, esta é uma característica que pode ser investigada.

Na figura 4.1, a seguir, estão expostos os perfis de temperatura das duas espécies de grãos em um envoltório bastante opaco. Podemos observar como a diferença de temperatura é bastante grande em regiões mais próximas à estrela central, onde a energia está mais concentrada em comprimentos de onda menores, que são mais absorvidos pelos silicatos amorfos que contém Ferro. E que esta diferença vai diminuindo gradativamente à medida que aumenta a distância à estrela central. Os parâmetros do modelo são: Raio interno = 5 Re; Raio externo = 1000 Re; Temperatura = 2500 K; $\tau = 15,0$ em $9,7 \mu\text{m}$; Tamanho dos grãos Amorfos = 10000 \AA ; Tamanho dos grãos Cristalinos = 10000 \AA ; razão das abundâncias dos grãos Amorfo/Cristalino = 5.

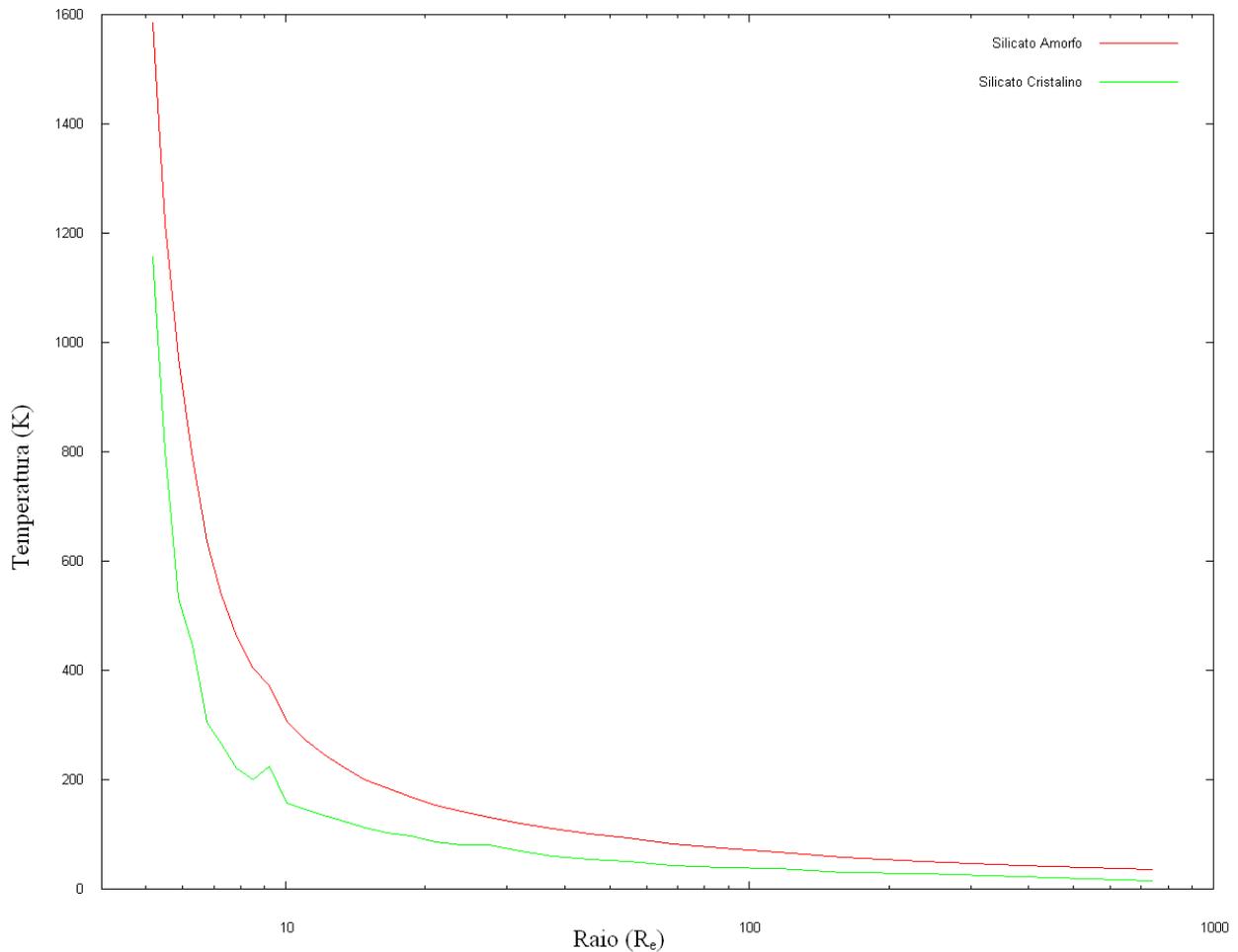


Figura 4.1 – Distribuição radial de temperaturas: Amorfos x Cristalinos.

4.2 - Estudo dos envoltórios de objetos OH/IR

Com o objetivo de investigar as características e de verificar a razão de abundância entre as duas espécies de grãos presentes nos envoltórios, calculamos modelos para objetos observados pelo ISO considerando a presença dos grãos cristalinos e amorfos. A amostra é composta de objetos observados pelo Short Wavelength Spectrometer (SWS) do ISO, que cobre desde 2,38 μm até 45,2 μm . Completamos os dados para regiões de infravermelho próximo e distante com magnitudes presentes em catálogos fotométricos divulgados na literatura. O código utilizado considera duas espécies diferentes de grãos e está descrito no capítulo 2.

Após a seleção da amostra, selecionamos as constantes ópticas de grãos dos silicatos cristalinos e amorfos, necessárias ao cálculo dos modelos. Para o silicato cristalino foram usadas as constantes calculadas por Jaeger et al. (1998) e para os silicatos amorfos utilizamos as constantes calculadas por David & Pégourié (1995). Este conjunto de constantes ópticas foi escolhido por abranger um intervalo espectral amplo, cobrindo desde o violeta até o infravermelho distante.

Os objetos selecionados foram aqueles que apresentam emissão devido à presença de grãos cristalinos, e cujos espectros foram reduzidos por Sloan et al., 2003. Os objetos que apresentavam observações muito ruidosas foram descartados. Os objetos escolhidos para modelagem são muito estudados, já que são exemplares de objetos OH/IR para os quais temos muitas informações.

As fontes: AFGL 230, AFGL 5379, AFGL 2205, AFGL 5535 e IRAS 22177+5936 foram modeladas anteriormente por Lorenz-Martins & Araújo (1997), utilizando a versão do código que permite variar a lei de distribuição de matéria no envoltório. Uma comparação entre os resultados encontrados por eles e por nós é de extrema importância para enriquecimento das nossas conclusões e está incluída na discussão.

Na tabela 4.1, apresentamos a lista dos objetos modelados e as observações utilizadas no ajuste dos modelos. Os melhores resultados obtidos para cada objeto estão apresentados em seguida. Os dados utilizados estão descritos da seguinte forma: 1 - ISO, 2 - IRAS, 3 - MSX, 4 - 2MASS, 5 - COBE, 6 - Garcia-Lario et al., 1997, 7 - Lepine et al., 1995, 8 - Jones et al., 1983. As observações feitas pelo satélite ISO são espectroscópicas, todas as outras são fotométricas.

Tabela 4.1: Amostra de OH/IR com cristalinos.

OBJETO	Observações
AFGL 230	1, 2, 3, 4
AFGL 2199	1, 2, 4
AFGL 2205	1, 2, 3, 4
AFGL 5379	1, 2, 4, 5, 6, 7
AFGL 5535	1, 2, 8
V1365 Aql	1, 2, 3, 4
WX Psc	1, 2, 4, 5
IRAS 22177+5936	1, 2, 4
GLMP 920	1, 2, 3, 4

4.2.1 - AFGL 230

Também conhecida como V669 Cas, IRAS 01304+6211 e OH 127.8+0.0, esta estrela é uma variável de tipo Mira com envoltório de poeira muito opaco. É um objeto muito estudado e já foi modelado por alguns autores, inclusive por Lorenz-Martins & Araújo (1997), usando IRAS LRS.

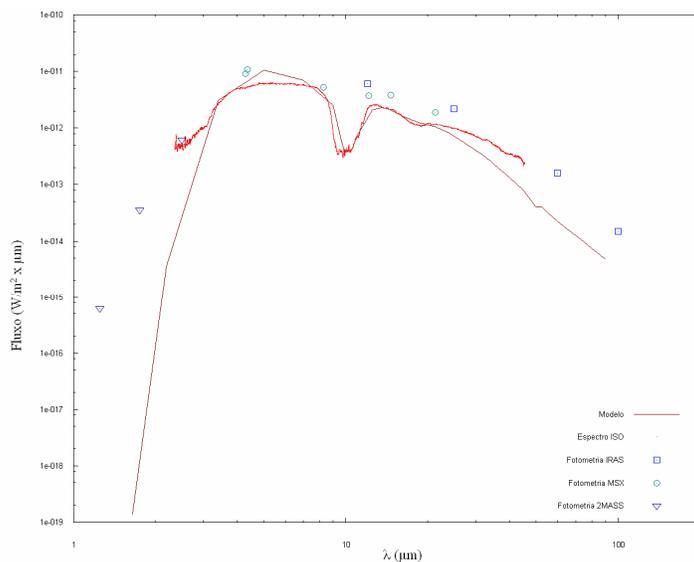


Figura 4.2 – Melhor ajuste para a fonte AFGL 230.

4.2.2 - AFGL 2199

Também conhecida como NX Ser e IRAS 18333+0533, é uma variável do tipo Mira. Não foi modelada por Lorenz-Martins & Araújo. Apresenta a peculiaridade de ter os parâmetros do melhor ajuste de modelo quase idênticos aos de WX Psc.

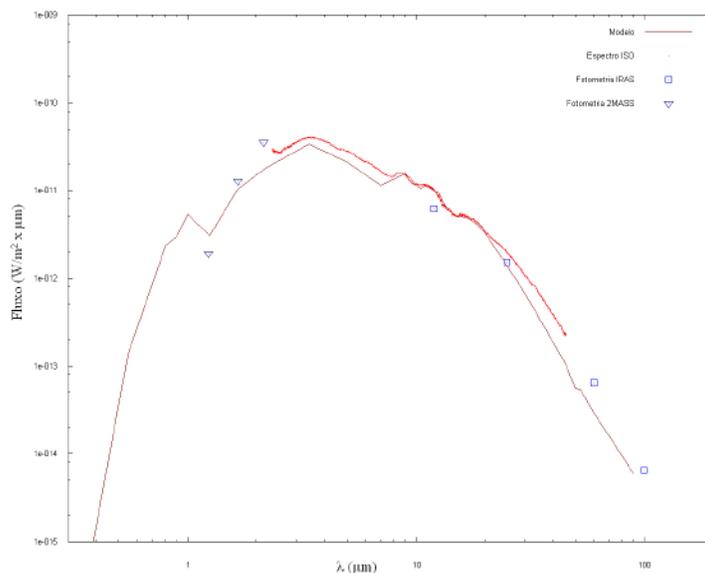


Figura 4.3 – Melhor ajuste para a fonte AFGL 2199.

4.2.3 - AFGL 2205

Também conhecida como V437 Sct, IRAS 18348-0526 e OH 26.5+0.6, este objeto possui um envoltório de poeira bastante espesso e um período de 1575 dias. Já havia sido modelado por Lorenz-Martins & Araújo, 1997.

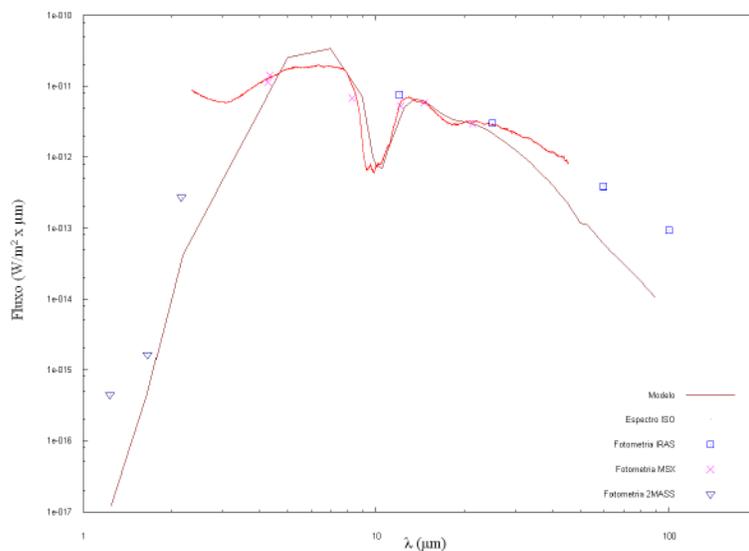


Figura 4.4 – Melhor ajuste para a fonte AFGL 2205.

4.2.4 - AFGL 5379

Também conhecida como V1185 Sco, IRAS 17411-3154 e OH 357.3-1.3, este também possui um envoltório bastante espesso e foi modelado por Lorenz-Martins & Araújo.

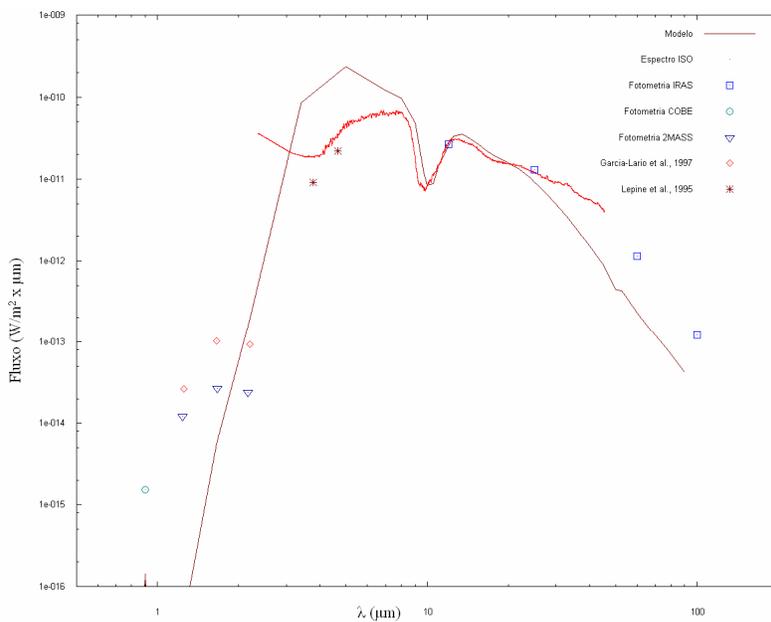


Figura 4.5 – Melhor ajuste para a fonte AFGL 5379.

4.2.5 - AFGL 5535

Também conhecida como V1362 Aql, IRAS 18460-0254 e OH 30 1-0.7, possui um envoltório bastante opaco e foi modelada anteriormente por Lorenz-Martins & Araújo. Apresentamos dois resultados de modelos para este objeto, os comentários a respeito das diferenças dos dois modelos estão dispostos junto com a discussão do capítulo.

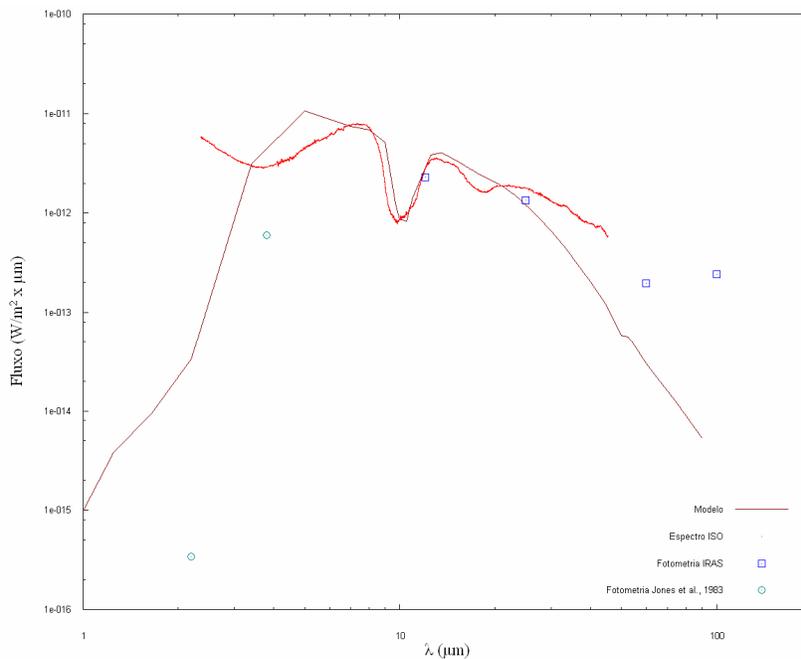


Figura 4.6 – Melhor ajuste para a fonte AFGL 5535.

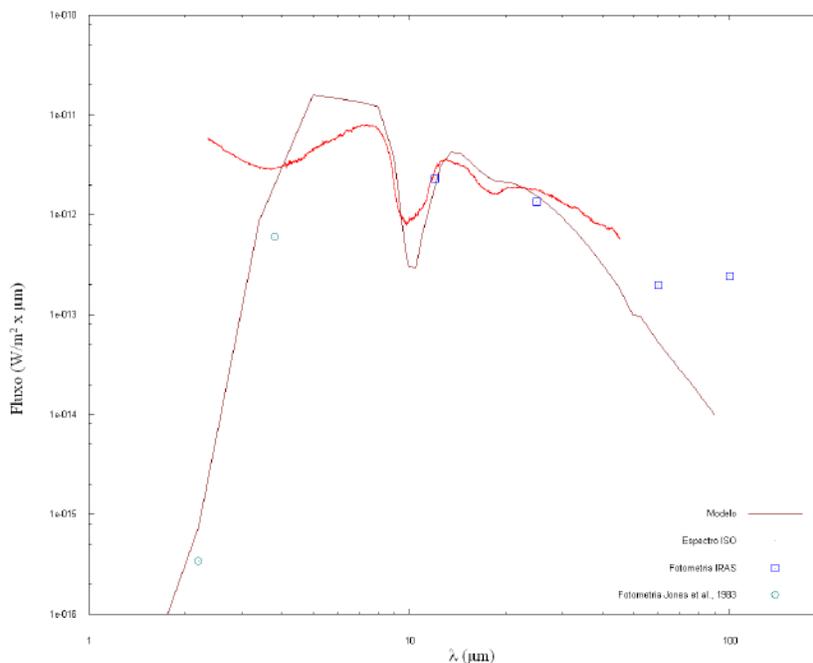


Figura 4.7 – Outro modelo para a fonte AFGL 5535.

4.2.6 - GLMP 920

Também conhecida como IRAS 19283+1944 e OH 55.0 +0.7, possui também um envoltório bastante opaco e não foi modelada por Lorenz-Martins & Araújo.

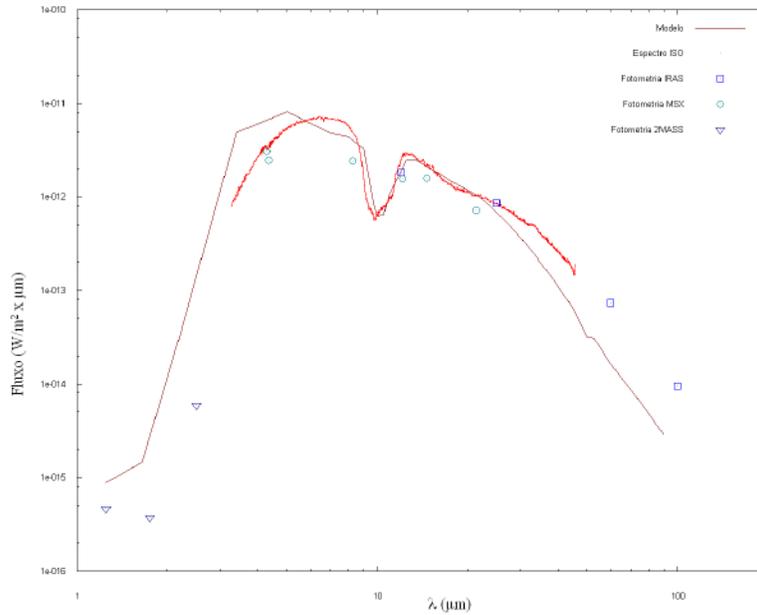


Figura 4.8 – Melhor ajuste para a fonte GLMP 920.

4.2.7 - IRAS 22177+5936

Também conhecida como AFGL 2885 e OH 104.9 +2.5. Apresenta um envoltório bastante espesso e um período de 1465 dias. Foi modelada por Lorenz-Martins & Araújo.

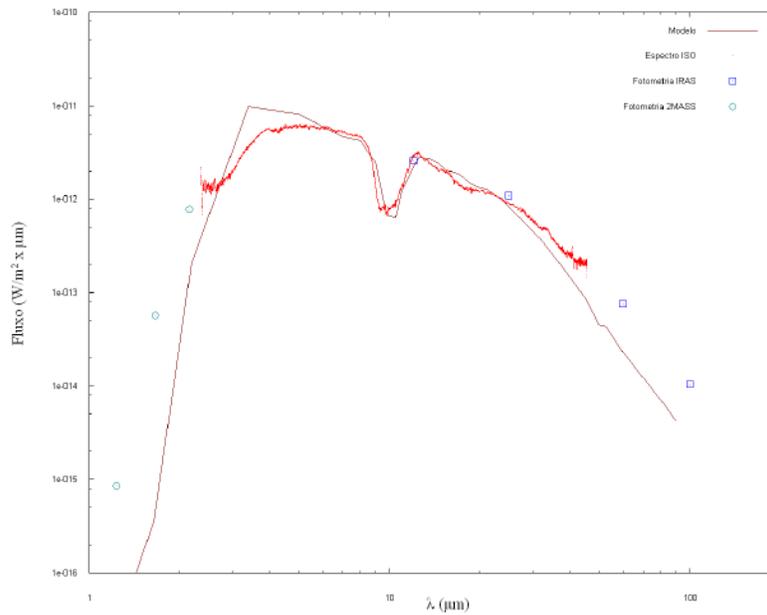


Figura 4.9 – Melhor ajuste para a fonte IRAS 22177+5936.

4.2.8 - V* V1365 Aql

Também conhecida como AFGL 5540, IRAS 18498-0017 e OH 32.8 -0.3. Não foi modelada por Lorenz-Martins & Araújo.

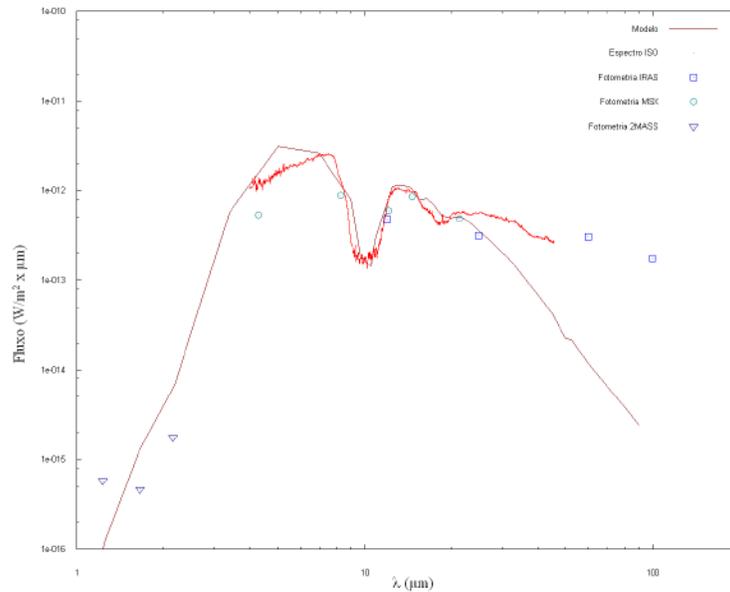


Figura 4.10 – Melhor ajuste para a fonte V* V1365 Aql.

4.2.9 - V* WX Psc

Também conhecida como AFGL 157, IRAS 01037+1219 e OH 128.6 -50.1. Possui um período de 660 dias. Esta fonte é muito estudada, mas não foi modelada por Lorenz-Martins & Araújo. Possui a peculiaridade de ter os parâmetros do melhor ajuste quase idênticos aos de AFGL 2199.

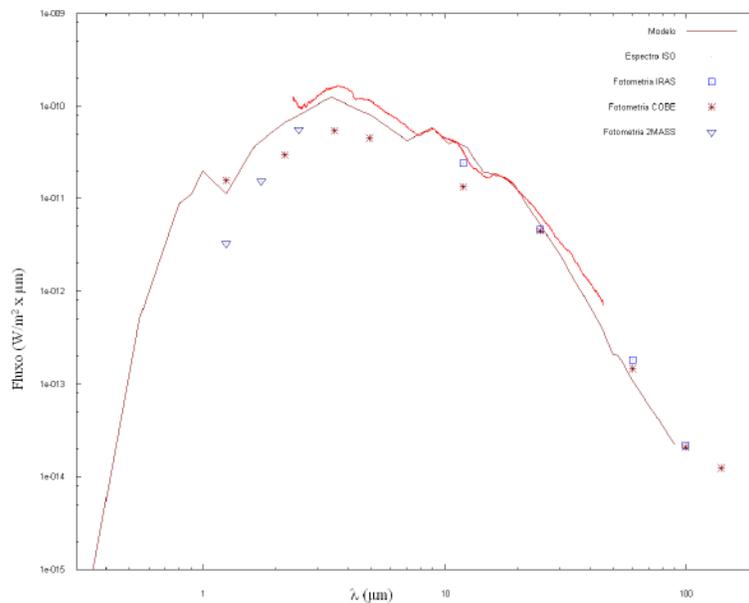


Figura 4.11 – Melhor ajuste para a fonte V* WX Psc.

4.3 - Resumo dos resultados e discussão

A tabela 4.2 apresenta os parâmetros obtidos nos melhores modelos de cada uma das fontes, dispostos da seguinte forma: 1ª coluna: nome do objeto; 2ª coluna: Temperatura efetiva do objeto central; 3ª coluna: Raio grãos amorfos; 4ª coluna: raio grãos cristalinos; 5ª coluna: Raio interno do envoltório; 6ª coluna: Raio externo do envoltório; 7ª coluna: opacidade óptica; 8ª coluna: comprimento de onda no qual a opacidade é medida; 9ª coluna: Razão número de grãos amorfos/cristalinos..

Tabela 4.2 – Resultados.

OBJETO	Temp. (K)	Raio Am. (Å)	Raio Crist. (Å)	Raio Int. (Re)	Raio Ext. (Re)	τ	W	N1/N2
AFGL 230	2000	6000	2500	10,0	1000	6,5	9,7	5,0
AFGL 2199	1900	8000	5000	8,0	5000	2,0	9,7	3,0
AFGL 2205	2350	8500	3000	10,0	1000	7,8	9,7	3,0
AFGL 5379	1800	7000	2000	10,0	1000	5,5	10,0	5,0
AFGL 5535	1700	7000	2000	10,0	1000	4,8	9,7	5,0
V1365 Aql	2350	7500	6200	17,0	5000	5,7	9,7	3,0
WX Psc	1900	8000	5000	8,0	1000	2,0	9,7	5,0
IRAS 22177+5936	1700	5000	4000	10,0	1000	5,0	9,7	5,0
GLMP 920	2000	6000	2000	12,0	1000	5,0	9,7	5,0

A versão do código utilizada para modelar os objetos em questão não é a mais indicada, já que, em sua maioria, são objetos com envoltórios já bastante espessos e, portanto, evoluídos. Estes objetos são bastante evoluídos e a perda de massa destes objetos não foi, provavelmente, constante, que é o que esta versão do código considera. Podemos até esperar que a simetria esférica não seja uma aproximação boa para alguns destes objetos.

No entanto, esta versão nos permite incluir uma segunda espécie de grão e o interesse nesta parte do trabalho é estudar as propriedades dos grãos cristalinos presentes nos envoltórios a partir dos modelos. Apesar das dificuldades impostas pelos objetos tratados, os modelos encontrados foram bastante satisfatórios.

Para todos os modelos, tentamos ajustar a curva calculada ao espectro ISO, mais especificamente à linha de 9,7 μ m dos silicatos amorfos. As medidas fotométricas servem apenas como guias, para nos apontar o contínuo do espectro, já que as observações são muitas vezes feitas em épocas diferentes e, por serem objetos variáveis, o espectro de emissão de energia das estrelas OH/IR pode variar de algumas ordens de grandeza em períodos de dez anos.

Os objetos apresentam envoltórios extremamente opacos, com exceção de dois objetos: AFGL 2199 e WX Psc, que, apesar de ainda apresentarem opacidades altas,

possuem envoltórios mais tênues que os demais objetos. Estas duas fontes possuem, coincidentemente, distribuições espectrais bem semelhantes.

Os dados são condizentes com objetos OH/IR típicos: as temperaturas efetivas estão distribuídas entre 1700 K (AFGL 5535 e IRAS 22177+5936) e 2350 K (AFGL 2205 e V1365 Aql) e os raios internos e externos entre 8 R_* e 17 R_* (AFGL 2199 e WX Psc) e 1000 R_* e 5000 R_* , respectivamente. Já que o código é pouco sensível ao parâmetro raio externo, observamos poucas variações do mesmo. O tamanho dos grãos varia entre 2000 e 8500 Å (limite inferior: grãos cristalinos de AFGL 5379, AFGL 5535 e GLMP 920; limite superior: grãos amorfos AFGL 2205) estes tamanhos são grandes para um grão, em comparação, por exemplo, com grãos do meio interestelar, mas, como vimos no capítulo anterior, objetos no topo do ramo assintótico das gigantes apresentam grãos de tamanhos comparáveis aos encontrados para os objetos tratados neste capítulo.

Em todos os modelos, os grãos de silicatos cristalinos foram menores do que os grãos amorfos pois, do contrário, as características dos cristalinos ficavam muito pronunciadas. Em geral, as diferenças de tamanhos foram bastante grandes como nos casos de AFGL 230, AFGL 2199, AFGL 2205, AFGL 5379, AFGL 5535, WX Psc e GLMP 920; sendo a diferença dos raios sempre maior que 3000 Å nestes casos. As outras duas fontes, entretanto, apresentaram diferenças pequenas nos tamanhos dos grãos, 1300 Å no caso de V1365 Aql e 1000 Å no caso de IRAS 22177+5936.

Este fato pode ser interpretado como a indicação de que menos energia está de fato contida nos grãos cristalinos em comparação com os grãos amorfos. Este resultado pode também sugerir que a região onde se formam os grãos cristalinos e amorfos e onde aqueles e estes estão localizados são diferentes. Alguns autores sugerem que os grãos cristalinos estariam associados à presença de discos (ou toros) ao redor das estrelas AGB, estando os grãos cristalinos confinados a este disco (Waters et al., 1998).

Encontramos que os grãos cristalinos correspondiam a entre 15 e 25 % da quantidade total de grãos. De acordo com o encontrado na literatura este valor está um pouco superestimado para estrelas AGB, mas estaria de acordo para objetos pós-AGB. Como estamos tratando de estrelas OH/IR com envoltórios bastante espessos, e, portanto, já muito evoluídas e no topo do ramo assintótico, a quantidade de grãos cristalinos utilizada nos modelos pode ser considerada apropriada.

Podemos notar ainda o caso interessante da fonte AFGL 5535, para a qual expusemos dois modelos diferentes. Neste caso, a característica de 9,7 μ m foi melhor modelada quando utilizamos um valor menor de opacidade (5 a 9,7 μ m). Entretanto, obtivemos um resultado melhor para comprimentos de onda maiores quando aumentamos o valor para 7,5 a 9,7 μ m. A mudança da opacidade obrigou que mudássemos também o raio interno e a temperatura da fonte de 15 para 10 R_e e de 2000 para 1700 K, a fim de que o modelo continuasse fidedigno. Estas mudanças fizeram com que o modelo passasse a não reproduzir bem a característica em 9,7 μ m, mas começasse a reproduzir bem outras particularidades do espectro.

A Tabela 4.3, a seguir, resume os resultados obtidos por Lorenz-Martins & Araújo e, para efeito comparativo, exibimos em seguida a Tabela 4.4 com os resultados encontrados por nós para estas mesmas fontes. A Tabela 4.3 expõe os resultados da seguinte forma: 1ª coluna: nome do objeto; 2ª coluna: Temperatura efetiva do objeto central; 3ª coluna: Raio interno do envoltório; 4ª coluna: Raio externo do envoltório; 5ª coluna: Raio dos grãos; 6ª coluna: expoente da lei de distribuição de massa do envoltório; 7ª coluna: opacidade óptica; 8ª coluna: comprimento de onda no qual a opacidade é medida.

A Tabela 4.4 está organizada de forma parecida, só que os modelos calculados por nós consideram a presença de grãos cristalinos e a informação do tamanho destes grãos também está exposta. A Tabela 4.4 fica então: 1ª coluna: nome do objeto; 2ª coluna: Temperatura efetiva do objeto central; 3ª coluna: Raio interno do envoltório; 4ª coluna: Raio externo do envoltório; 5ª coluna: Raio dos grãos de silicato amorfo; 6ª coluna: Raios dos grãos de silicato cristalino; 7ª coluna: opacidade óptica; 8ª coluna: comprimento de onda no qual a opacidade é medida; 9ª coluna: razão amorfo/cristalino.

Tabela 4.3 – Resultados obtidos por Lorenz-Martins & Araújo.

Objeto	Temp. (K)	Raio Int. (R_e)	Raio Ext. (R_e)	Raio Grão (Å)	Exp.	τ	W (μ)
AFGL 230	2000	3,0	1000	6500	2,5	16,5	9,7
AFGL 5379	2100	3,0	1000	8500	2,5	12,0	9,7
AFGL 2205	2000	3,0	1000	4000	2,5	15,5	9,7
AFGL 5535	1800	4,0	1000	6000	2,5	17,0	9,7
IRAS 22177+5936	2300	4,5	1000	3500	2,5	10,5	9,7

Tabela 4.4 - Resultados obtidos neste trabalho.

Objeto	Temp. (K)	Raio Int. (Re)	Raio Ext. (Re)	Raio Am. (Å)	Raio Crist. (Å)	τ	W	N1/N2
AFGL 230	2000	10,0	1000	6000	2500	6,5	9,7	5,0
AFGL 5379	1800	10,0	1000	7000	2000	5,5	10,0	5,0
AFGL 2205	2350	10,0	1000	8500	3000	7,8	9,7	3,0
AFGL 5535	1700	10,0	1000	7000	2000	4,8	9,7	5,0
IRAS 22177+5936	1700	10,0	1000	5000	4000	5,0	9,7	5,0

Com base nesta comparação, podemos ver as grandes diferenças entre as duas versões do código. A modelagem feita por Lorenz-Martins & Araújo utiliza os dados obtidos pelo LRS (*Low Resolution Spectrometer*) a bordo do satélite IRAS e, portanto, tanto a resolução dos espectros como a época das observações são diferentes dos nossos dados.

A figura 4.12, a seguir, exhibe os dois espectros obtidos pelo IRAS e pelo ISO para a mesma fonte AFGL 5379 e o modelo calculado com base nos dados obtidos

pelos ISO. Nesta figura podemos observar a grande variação no fluxo do objeto e na própria forma do espectro. As variações que ocorrem no envoltório durante o período dessas observações são capazes de modificar significativamente as propriedades dos envoltórios, acarretando mudanças também nos parâmetros dos modelos calculados. Entretanto, todas as fontes que foram modeladas por Lorenz-Martins & Araújo foram melhor ajustadas quando consideradas leis de distribuição de massa do envoltório: $\rho \propto r^{2.5}$. Estes objetos são estrelas já evoluídas, no topo do ramo assintótico, e, portanto, este é exatamente o esperado.

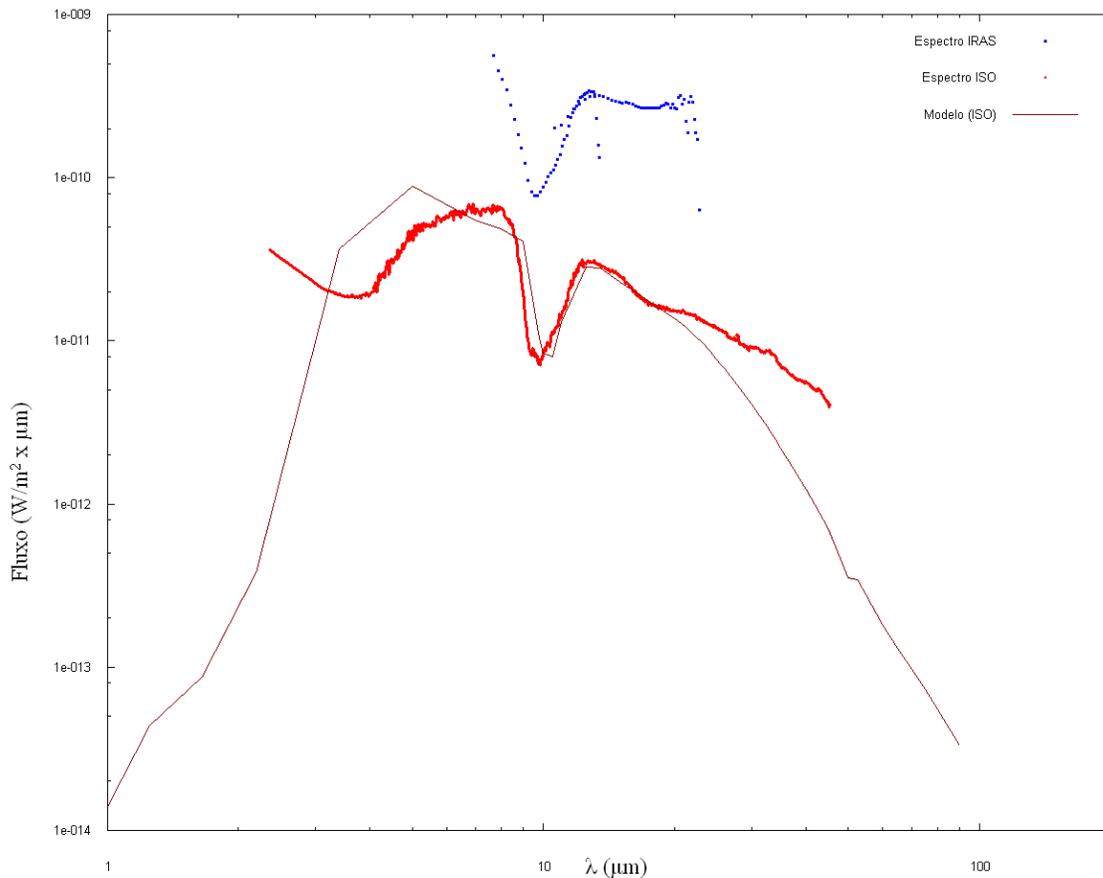


Figura 4.12 – Comparação entre espectros IRAS e ISO para a fonte AFGL 5379.

O fato de mudarmos o expoente da lei de distribuição de massa modifica outros parâmetros. Os valores encontrados para os raios internos são sistematicamente maiores e as opacidades sistematicamente menores nos modelos calculados por nós do que nos modelos calculados por Lorenz-Martins & Araújo. Este efeito é provocado pela variação na lei de distribuição de matéria. Os valores das temperaturas e tamanho dos grãos variam, porém, de forma mais aleatória, mantendo-se no mesmo intervalo para os

dois modelos. Isto indica que as variações destes parâmetros são causadas por variações na própria fonte.

Apesar de termos obtido resultados coerentes, provavelmente os valores encontrados neste trabalho não estão tão bem definidos como na modelagem anterior, feita por Lorenz-Martins & Araújo, visto que o código utilizado era mais apropriado.

Este fato ilustra ainda o quanto as hipóteses empregadas na modelagem dos objetos podem ser demasiadamente simples e a utilização de códigos mais complexos que resolvem o problema da transferência radiativa seja mais indicada. Além da hipótese de simetria esférica para objetos já bem evoluídos, como é o caso da nossa amostra. Também não podemos descartar a possibilidade de incluirmos distribuições para os tamanhos dos grãos ao invés de tamanhos fixos para cada espécie.

Conclusões e Perspectivas

Neste trabalho nos propusemos a estudar as estrelas OH/IR. Tal estudo foi feito de dois modos diferentes abordando problemas atuais com relação a essa classe de objetos. Nossa primeira abordagem foi estudar a amostra proposta por Lewis (2002) de estrelas para as quais o maser OH desapareceu ou está se tornando mais fraco. O maser OH deveria desaparecer somente na fase pós-AGB, já que está a uma distância bastante grande da estrela central. À medida que a estrela perde massa, a primeira emissão maser a desaparecer é a SiO que está localizada antes do início do envoltório de poeira, bem próxima à estrela central. Assim esse é um problema bastante interessante para analisarmos. Essa perda do maser OH é ocasional ou faz parte de um processo natural pelo qual todas as OH/IR irão passar? É cíclico estando atrelado à fase de pulsos térmicos?

Além dessa amostra, estudamos outra amostra, proposta pelo mesmo autor, para a qual o maser está surgindo. Para completar nossa análise também propusemos nossa própria amostra de estrelas com maser OH morrendo e surgindo. Para analisar as possíveis soluções utilizamos um código que trata do problema da transferência radiativa nos envoltórios ricos em poeira, utilizando simulações numéricas de tipo Monte Carlo. Calculamos modelos para os objetos da amostra de Lewis e também para nossa amostra. Na verdade, considerando os resultados da modelagem, tais objetos não apresentam diferenças significativas entre si. Também não apresentam diferenças entre objetos OH/IR que ainda tem a emissão do maser OH em 1612 MHz, no tocante as propriedades do envoltório de poeira. Assim, sugerimos que a perda do maser pode ser um processo natural, cíclico, provavelmente ligado a fase de pulsos térmicos, pelo qual as estrelas OH/IR deverão passar. Por outro lado, uma das estrelas de nossa amostra, IRAS 20547+0247 pertence possivelmente a um sistema binário e isso poderia também causar o desaparecimento do maser OH. Nossa amostra ainda é, entretanto, muito pequena e devemos completá-la, aumentando o número de objetos observados ou fazendo uma análise similar em outros catálogos de observações OH/IR.

Abordamos também o problema dos silicatos cristalinos. Antes do satélite ISO a existência de tais espécies, não era descartada, mas também as emissões não eram observadas. O satélite ISO revelou a presença de silicatos cristalinos em objetos ricos em oxigênio e também em objetos ricos em carbono, em diferentes estágios evolutivos, desde AGBs até Nebulosas Planetárias. De qualquer forma, a existência mútua de silicatos amorfos e cristalinos em um mesmo ambiente coloca problemas sérios, mesmo quando a química é a mesma. A temperatura de condensação para os cristalinos é mais elevada, cerca de $T_c \sim 1400$ K, contra os $T_c \sim 1000$ K para grão de silicatos amorfos. Em alguns casos estas emissões são muito intensas, ou apresentam-se em absorção e a geometria do envoltório foi utilizada como justificativa das observações. Por exemplo, espectros ISO de objetos OH/IR foram analisados por Sylvester et al. (1999), e as

características espectrais aparecem em absorção, tal como as características espectrais devidas ao silicato amorfo. Os autores consideraram dois cenários para a geometria dos envoltórios: esfericamente simétrica e axi-simétrica. No caso da geometria esférica, a poeira cristalina poderia ter uma distribuição radial diferente e estaria localizada em camadas mais externas do envoltório do que a silicato amorfo. Neste caso, as diferentes espécies não teriam sido formadas ao mesmo tempo, e os grãos cristalinos seriam o resultado de um "anelamento" sofrido pelos grãos de silicato amorfo, na medida em que estes se afastassem da estrela central. Entretanto seria necessária uma temperatura muito alta para que este "anelamento" produzisse silicatos cristalinos. No cenário alternativo de axi-simetria para o envoltório os grãos cristalinos estariam em um disco enquanto que os amorfos estariam no vento tendo uma distribuição aproximadamente simétrica. No entanto, a presença de tais discos ainda não foi confirmada por observações complementares para objetos OH/IR, mas tem sido proposto para pós-AGBs, como é o caso do Retângulo Vermelho (Waters et al. 1998). No entanto, nesse trabalho consideramos modelos com simetria esférica para a distribuição de matéria no envoltório. Nosso objetivo aqui foi de quantificar a razão entre silicatos cristalinos e amorfos para uma amostra de estrelas OH/IR. Nesse sentido obtivemos uma razão acima do esperado para estrelas do AGB, para as quais se espera algo em torno de 5%. Nossos resultados mostram que uma razão aproximadamente igual a 15% representaria bem estes meios. No entanto, nossos ajustes mostram que a simetria esférica deve ser abandonada e modelos mais complexos, incluindo distribuições de tamanhos para os grãos também poderão ajudar para um melhor entendimento desta fase evolutiva em que se encontram as OH/IR.

Bibliografia

- Argon, A. L.; Reid, M. J.; Menten, K. M.; 2000 ApJS, 129, 159
- Barnabaum, C.; Omont, A.; Morris, M.; 1996, A&A, 310, 259
- Beichman, C. A.; Chester, T.; Gillett, F. C.; Low, F. J.; Matthews, K.; Neugebauer, G; 1990, AJ, 99, 1569
- Bowers, P.F.; Knapp, J.R., 1989, ApJ, 347, 325
- Bradley W. C. & Dale A. O., “*An introduction to modern astrophysics*”, Addison-Wesley Publishing Company, 1996.
- Caswell, J. L., 1999, MNRAS, 308, 683
- Celnikier, L. M.; Lefèvre, J.;1974, A&A, 36, 429
- David, P.; Pegourie, B., 1995, A&A, 293, 833.
- Deacon, R. M.; Chapman, J. M.; Green, A. J.; 2004, ApJS, 155, 595
- Deguchi, S.; Fujii, T.; Ita, Y.; Izumiura, H.; Kameya, O.; Miyazaki, A.; Nakada, Y.; Ideta, M.; 2008, mngng.conf, 33D
- Eder, J.; Lewis, B. M.; Terzian, Y.; 1988, ApJS, 66, 183
- Elitzur, M.; 1981, ASSL, 88, 363
- Elitzur, M.; Goldreich, P.; Scoville, N.; 1976, ApJ, 285, 384
- Engels, D.; Jiménez-Esteban, F.; 2007, arXiv:astro-ph/0710.1697v2
- Engels, D.; Lewis, B. M.; 1996, A&AS, 116, 117
- Fouque, P.; Le Bertre, T.; Epchtein, N.; Guglielmo, F.; Kerschbaum, F.; 1992, A&AS, 93, 151
- Garcia-Lario, P.; Manchado, A.; Pych, W.; Pottasch, S. R.; 1997, A&AS, 126, 479
- Gaylard, M. J.; Whitelock, P. A., 1988, MNRAS, 235, 123
- Gezari, D. Y.; Pitts, P. S.; Schmitz, M.; 1999, yCat, 2225, 0
- Gilman, R. C.; 1969, ApJ, 155, 185
- Iben, I., Jr.; 1991 ApJS, 76, 551
- Ita, Y.; Deguchi, S.; Fujii, T.; Kameya, O.; Miyoshi, M.; Nakada, Y.; Nakashima, J.; Parthasarathy, M.; 2001, A&A, 376, 112
- Jaeger, C.; Molster, F. J.; Dorschner, J.; Henning, Th.; Mutschke, H.; Waters, L. B. F. M., 1998, A&A, 339, 904.

- Jones, T. J.; Bryja, C. O.; Gehrz, R. D.; Harrison, T. E.; Johnson, J. J.; Klebe, D. I.; Lawrence, G. F.; 1990, ApJS, 74, 785J
- Jones, T. W.; Merrill, K. M.; 1976, ApJ, 209, 509
- Kemper, F.; Waters, L. B. F. M.; de Koter, A.; Tielens, A. G. G. M.; 2001, A&A, 369, 132
- Lawrence, G.; Jones, T. J.; Gehrz, R. D.; 1988, ApJ, 99, 1232
- Lepine, J. R. D.; Ortiz, R.; Epchtein, N.; 1995, A&A, 299, 453L
- Lewis, B. M., 2002, ApJ, 576, 445
- Lewis, B. M.; Oppenheimer, B. D.; Daubar, I. J.; 2001, ApJ, 548, 77
- Lorenz-Martins, S.; de Araújo, F. X., 1997, MNRAS, 291, 296
- Lorenz-Martins, S.; Tese de doutaramento, “*Estudo dos envoltórios de estrelas carbonadas*”, 1995
- Mie, G.; 1908, Ann. Phys., 25, 377
- Molster, F. J.; Yamamura, I.; Waters, L. B. F.; Nyman, L.-Å.; Käufel, H.-U.; de Jong, T.; Loup, C.; 2001, A&A, 366, 923
- Renzini, A.; Voli, M.; 1981, A&A, 94, 175
- Sevenster, M. N.; van Langevelde, H. J.; Moody, R. A.; Chapman, J. M.; Habing, H. J.; Killeen, N. E. B., 2001, A&A 366, 481
- Sloan, G. C.; Kraemer, K. E.; Price S. D.; Shipman, R. F., 2003, ApJS, 147, 379
- Sylvester, R. J.; Kemper, F.; Barlow, M. J.; de Jong, T.; Waters, L. B. F. M.; Tielens, A. G. G. M.; Omont, A.; 1999, A&A, 352, 587
- Te Lintel Hekkert, P.; Caswell, J. L.; Habing, H. J.; Haynes, R. F.; Norris, R. P.; 1991, A&AS, 90, 327
- Te Lintel Hekkert, P.; Versteeg-Hensel, H. A.; Habing, H. J.; & Wiertz, M.; 1989, A&AS, 78, 399
- Waters, L. B. F. M.; Beintema, D. A.; Zijlstra, A. A.; de Koter, A.; Molster, F. J.; Bouwman, J.; de Jong, T.; Pottasch, S. R.; de Graauw, Th.; 1998, A&A, 331, 61
- Zijlstra, A. A.; Matsuura, M.; Wood, P. R.; Sloan, G. C.; Lagadec, E.; van Loon, J. Th.; Groenewegen, M. A. T.; Feast, M. W.; Menzies, J. W.; Whitelock, P. A.; Blommaert, J. A. D. L.; Cioni, M.-R.L.; Habing, H. J.; Hony, S.; Loup, C.; Waters, L. B. F. M.; 2006, arXiv:astro-ph/0602531v1