

UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO DE JANEIRO
CENTRO DE CIÊNCIAS MATEMÁTICAS E DA NATUREZA
INSTITUTO DE GEOCIÊNCIAS
DEPARTAMENTO DE ASTRONOMIA

ESTUDO DOS ENVOLTÓRIOS DE ESTRELAS FRIAS EVOLUÍDAS

Sérgio Pilling
(OV/UFRJ)

Orientadora:
Silvia Lorenz Martins
(OV/UFRJ)

- Junho 2000 -



PROJETO DE FINAL DE CURSO PARA A OBTENÇÃO DO
TÍTULO DE ASTRÔNOMO

... toda a nossa ciência, contraposta à realidade, é primitiva e infantil — e não obstante, é a coisa mais preciosa que temos.

Albert Einstein

Para minha esposa Diana, meus pais e avós.

PREFÁCIO E AGRADECIMENTOS

Este projeto tem o intuito de sintetizar algumas idéias sobre as estrelas frias evoluídas e seus envoltórios circunstelares, bem como apresentar uma nova perspectiva com relação ao estudo dos envoltórios circunstelares. Tendo sido desenvolvido durante o estágio de graduação não se tem o interesse de tratar detalhadamente os tópicos citados mas sim apresentá-los de uma forma coerente, concisa e estruturada.

O primeiro capítulo retrata a evolução das estrelas frias, sua origem a seus estágios finais, e além disso são apresentados as características das duas grandes classes de estrelas que surgem nos estágios avançados da vida estelar: as oxigenadas e as carbonadas. Também é visto nesse capítulo como, e quando são formados os envoltórios circunstelares destes objetos.

O segundo capítulo mostra o resultado de uma grande amostra de objetos cuidadosamente selecionados do catálogo de espectros em baixa resolução obtidos pelo satélite IRAS (LRS-IRAS 1986). Nessa amostra verificamos em qual percentual de objetos a química presente na fotosfera é a mesma encontrada nos envoltórios e quando ela é discordante. Esse estudo também possibilitou selecionar objetos que não possuem uma classificação espectral definida, ou seja, que ainda não foram observados no visível (ou porque foram descobertos pelo satélite IRAS ou porque possuem envoltórios circunstelares muito espessos).

O terceiro capítulo discute as observações espectroscópicas na região do visível em baixa resolução e resolução intermediária de alguns destes objetos discordantes e também de outros peculiares classificados por Little-Marenin & Little (1990) e Sloan et al. (1998). As observações foram feitas com o intuito de confirmar e/ou verificar se existe alguma diferença significativa entre a fotosfera e o envoltório (dos objetos pertencentes as diferentes classes de envoltórios).

O quarto capítulo apresenta o estudo do comportamento de várias espécies de grãos, as quais são previstas se condensarem nos envoltórios de estrelas evoluídas frias. Para isso utilizamos códigos que calculam a Teoria de Mie, a qual descreve as propriedades ópticas de partículas esféricas quando incididas pela radiação. Além disso, iniciamos o estudo da variação dos parâmetros dos envoltórios (raios interno e externo, profundidade óptica, temperatura e tamanho dos grãos) através de modelos que tratam a transferência radiativa nestes meios. Várias espécies foram estudadas a fim de principalmente identificar as características espectrais presentes nas estrelas pós-AGB, na região do infra vermelho.

Embora cada capítulo seja auto suficiente é no quinto capítulo que apresentamos as análises relacionadas a cada tópico citado anteriormente, suas conclusões e nossos próximos passos.



Este projeto é o resultado de três anos de iniciação científica encadeados com o intuito de em primeiro lugar, conhecer as idéias atuais relacionadas ao estudo de estrelas frias evoluídas, em segundo familiarizar-se com um método utilizado para o estudo dos mesmos e por fim aprofundar o conhecimento específico em um tema.

Como era de se esperar, durante todo esses anos, incorri em dívidas de gratidão mais numerosas do que possa indicar. Gostaria, porém, de expressar meus agradecimentos pela ajuda e crítica proporcionadas pela Dra. Silvia Lorenz Martins que além de ter sido uma orientadora exemplar teve paciência e fôlego para transmitir seus conhecimentos.

Expressivos agradecimentos ao Dr. S. J. Codina Landaberry pela compreensão e confiança depositada em minha pessoa durante o período de junho de 1998 a julho de 1999.

Pela ajuda de custo proporcionada através da bolsa de iniciação científica que se decorreu durante esses três anos, sou grato ao Conselho Nacional de Pesquisa e Desenvolvimento – CNPq e ao Observatório Nacional e, além disso, a FAPERJ (E-26/150.726/99) pela ajuda de custo proporcionada durante os quatro últimos meses do ano de 1999.

Meus agradecimentos também a meus pais por terem me ensinado, quando menino, a amar a ciência.

Agradeço profundamente àqueles que não acreditaram que eu fosse passar por esse degrau, pois foi devido as suas descrenças, que me tornei mais confiante e dedicado em vencer.

Quero, finalmente, expressar minha profunda gratidão à minha mulher e a toda minha família, pela sua tolerância carinhosa e generosa durante as longas horas consumidas durante meus estudos e no preparo deste projeto de final de curso.

Sérgio Pilling

RESUMO

Nesse trabalho procuramos estudar as estrelas evoluídas frias sob diferentes aspectos. Primeiramente foram estudados os envoltórios de 116 estrelas carbonadas (C) e de 881 estrelas oxigenadas (M) e suas emissões características, as quais indicam a composição química presente nesses meios. Nessa fase do projeto nos concentramos em verificar a compatibilidade da composição química que é observada nos envoltórios com a existente na fotosfera.

Uma sequência natural, foi observar e identificar algumas das principais características espectrais produzidas pela fotosfera dos objetos que apresentavam composições químicas distintas para fotosfera e envoltório. Foram observados 8 estrelas C discordantes e 13 estrelas M discordantes. Além desses, foram observados alguns objetos oxigenados selecionados por Little-Marenin & Little (1990) e alguns objetos carbonados selecionados por Sloan et al. (1998).

Finalmente, complementamos esse trabalho estudando com detalhe as propriedades ópticas dos grãos de poeira sintetizados nos envoltórios. Além disso, estudamos como determinados parâmetros físicos dos envoltórios circunstelares são afetados segundo os modelos utilizados.

Palavras-chave: envoltórios; estrelas frias

ABSTRACT

In This work we have studied late-type evolved stars. Firstly we studied the emission feature of circumstellar dust envelopes of 116 C-type stars and 881 M-type stars. These features can indicate chemical composition present in these media. At this time, we were concerned to compare the chemical composition present in the envelopes against the photosphere one.

After this, we have observed and identified main spectral features produced in the photosphere of the stars with unusual chemistry in their envelopes. Eight carbon-rich and 13 oxygen-rich stars were observed. In addition, we have observed some objects taken from Little-Marenin & Little (1990) and Sloan et al. (1998) samples.

Finally, we have completed this work studying optical properties of dust grains nucleated in these envelopes. The variation of physical parameters of the dust envelopes were analyzed, using a code which describes the radiative transfer in these media.

Key-words: circumstellar-shells; cool stars.

ÍNDICE

PREFÁCIO E AGRADECIMENTOS	<i>iii</i>
RESUMO	<i>v</i>
ABSTRACT	<i>vi</i>
ÍNDICE	<i>vii</i>
ÍNDICE DE FIGURAS	<i>xi</i>
ÍNDICE DE TABELAS	<i>xvii</i>

1

UMA ABORDAGEM GERAL SOBRE AS ESTRELAS FRIAS

1.1 Introdução.	<i>1</i>
1.2 Instabilidade e Formação Estelar.	<i>3</i>
1.2.1 Proto-Estrelas.	<i>5</i>
1.2.2 Fase Pré Sequência Principal.	<i>7</i>
1.2.3 Sequência Principal e a Queima de Hidrogênio.	<i>7</i>
1.2.4 Ramo das Gigantes Vermelhas.	<i>9</i>
1.2.4.1 Evolução de Estrelas de Baixa Massa.	<i>11</i>
1.2.4.2 Evolução de Estrelas de Massa Intermediária.	<i>13</i>
1.2.5 Ramo Assintótico das Gigantes.	<i>15</i>
1.2.5.1 Nucleossíntese pelo Processo s.	<i>17</i>
1.2.5.2 A Terceira Dragagem.	<i>19</i>
1.3 Os Diferentes Grupos de Estrelas Gigantes Frias.	<i>20</i>
1.3.1 Estrelas Oxigenadas.	<i>20</i>
1.3.2 Estrelas de Tipo Espectral S.	<i>21</i>
1.3.3 Estrelas Carbonadas.	<i>22</i>
1.4 Os Envoltórios Circunstelares.	<i>23</i>
1.4.1 Perda de Massa e Ventos em Estrelas Frias.	<i>24</i>
1.4.2 Espécies Encontradas e a Formação de Grãos.	<i>25</i>
1.5 Estágios Finais da Evolução e Consequências no Meio Interestelar.	<i>29</i>

2

SELEÇÃO DAS ESTRELAS CARBONADAS E OXIGENADAS

2.1 Introdução	31
2.2 O Satélite IRAS	32
2.3 O Critério de Seleção e os Objetos	33
2.4 Resultados	33
2.4.1 Casos Discordantes	36
2.5 Conclusões	39

3

ANÁLISE ESPECTROSCÓPICA DA FOTOSFERA DAS GIGANTES VERMELHAS

3.1 Introdução.	41
3.2 Objetos Seleccionados.	41
3.3 Observações.	43
3.4 Redução das Imagens e Identificação das Características Espectrais.	44
3.5 Resultados.	47
3.5.1 Classes de Envoltórios.	47
3.5.2 Casos Discordantes.	51
3.6 Conclusões	54

4

ESTUDO DAS PROPRIEDADES ÓPTICAS DOS GRÃOS NUCLEADOS NO ENVOLTÓRIO DAS ESTRELAS FRIAS

4.1 Introdução	57
4.2 Teoria de Mie	57
4.3 As Espécies de Grãos	58
4.4 Resultados	61

4.5 Conclusões	72
----------------------	----

5

ANÁLISES, CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS.	75
---	----

APÊNDICE	79
----------------	----

BIBLIOGRAFIA E REFERÊNCIAS	83
----------------------------------	----

ÍNDICE DE FIGURAS

1

- Figura 1.1** - Tempo duração da fase de queima de hidrogênio no núcleo (Sequência Principal) para estrelas com as massas indicadas na legenda em função da metalicidade (baseado nos trabalhos de Schaller et al. (1992), Schaerer et al. (1993), Charbonnel et al. (1993), Schaerer et al. (1994), Meynet et al. (1994) e Mowlavi et al. (1997).2
- Figura 1.2a** - Gráfico densidade numérica de partículas versus M_J (baseado nas equações da formação estelar de Maciel (1999)).4
- Figura 1.2b** - Gráfico densidade numérica de partículas versus R_J (baseado nas equações da formação estelar de Maciel (1999)).4
- Figura 1.3** - Trajetória evolutiva de uma proto-estrela de $1 M_{\odot}$ (Maciel 1999). .6
- Figura 1.4** - Diagrama HR representando as diferentes trajetórias evolutivas de estrelas com metalicidade do tipo solar ($Z = 0,02$) (Schaller et al. 1992).11
- Figura 1.5** - Evolução no diagrama HR de modelos de estrelas de diversas massas iniciais (adaptado de Iben, 1981).12
- Figura 1.6** - Diagrama de Kippenhahn ilustrando a evolução da estrutura interna de uma estrela de $1M_{\odot}$ até a fase da queima explosiva do hélio (Maeder et al. 1989).13
- Figura 1.7** - Diagrama de Kippenhahn ilustrando a evolução da estrutura interna de uma estrela de $3M_{\odot}$ até o fim da fase inicial do ramo assintótico das gigantes (Maeder et al. 1989).15
- Figura 1.8** - Esquema simplificado dos parâmetros físicos do envoltório em função da distância à estrela (Sedlmayr,1994).23
- Figura 1.9** - perda de massa total na galáxia (em massas solares por ano) de varias classes de objetos estelares (Sedlmayr, 1994).24

Figura 1.10 - Representação esquemática dos diferentes mecanismos de crescimento e estruturas de grãos evoluídos previstas de realmente existirem nos envoltórios circunstelares e meios semelhantes (Sedlmayr, 1994).28

2

Figura 2.1 - O satélite IRAS. (NASA).32

Figura 2.2 - Espectro LRS de uma estrela oxigenada do tipo M9 com um envoltório rico em oxigênio (LRS 28).33

Figura 2.3 - Espectro LRS de uma estrela carbonada do tipo C8 com um envoltório rico em carbono (LRS 44). Ordenada e abscissa com as mesmas unidades da figura 2.2.33

Figura 2.4 - Fontes infravermelhas (sem observações fotosféricas).34

Figura 2.5 - Estrelas Oxigenadas.35

Figura 2.6 - Estrelas Carbonadas.36

Figura 2.7 - Espectro LRS de uma estrela oxigenada do tipo M1 com um envoltório rico em carbono (LRS 42). Na ordenada temos o fluxo dado em Watts por metro quadrado e na abscissa o comprimento de onda em μm37

Figura 2.8 - Espectro LRS de uma estrela carbonada do tipo Ce com um envoltório rico em oxigênio (LRS 23).38

3

Figura 3.1 - Espectros infravermelhos de estrelas oxigenadas mostrando as características dos seus envoltórios circunstelares. Note a sequência evolutiva sugerida devido ao acúmulo de silicato no envoltório (Little-Marenin & Little (1990).42

- Figura 3.2** - Espectros infravermelhos de estrelas carbonadas mostrando as características dos seus envoltórios circunstelares. Note a sequência evolutiva sugerida devido ao acúmulo de SiC no envoltório (Sloan et al. (1998)).42
- Figura 3.3a** - Espectro óptico em baixa resolução (126 Å/mm) com $\Delta\lambda = 3800$ Å centrado em $\lambda = 5600$ Å obtido no telescópio de 1.52m do ESO da estrela oxigenada W Eri.45
- Figura 3.3b** - Espectro óptico em baixa resolução (66 Å/mm) com $\Delta\lambda = 2000$ Å centrado em $\lambda = 4700$ Å obtido no telescópio de 1.52m do ESO da estrela EP Aqr.45
- Figura 3.3c** - Espectro óptico em resolução intermediária (32 Å/mm) com $\Delta\lambda = 900$ Å centrado em $\lambda = 5050$ Å obtido no telescópio de 1.52m do ESO da estrela R Psc.46
- Figura 3.4** - Espectro óptico em baixa resolução (66 Å/mm) com $\Delta\lambda = 2000$ Å centrado em $\lambda = 5900$ Å obtido no telescópio de 1.52m do ESO da estrela carbonada IRAS 16374-3217.47
- Figura 3.5a** - Espectro óptico em baixa resolução (66 Å/mm) com $\Delta\lambda = 2000$ Å e centrado em $\lambda = 4700$ Å, obtido no telescópio de 1.52m do ESO da Estrela TU And (**classe de envoltório: Sem característica**).48
- Figura 3.5b** - Espectro óptico em baixa resolução (66 Å/mm) com $\Delta\lambda = 2000$ Å e centrado em $\lambda = 4700$ Å, obtido no telescópio de 1.52m do ESO da estrela R Psc (**classe de envoltório: Tipo S**).48
- Figura 3.5c** - Espectro óptico em baixa resolução (66 Å/mm) com $\Delta\lambda = 2000$ Å e centrado em $\lambda = 4700$ Å, obtido no telescópio de 1.52m do ESO da Estrela Z Peg (**classe de envoltório: Alargada**).49
- Figura 3.5d** - Espectro óptico em baixa resolução (66 Å/mm) com $\Delta\lambda = 2000$ Å e centrado em $\lambda = 4700$ Å, obtido no telescópio de 1.52m do ESO da estrela S Col (**classe de envoltório: 3 componentes**).49
- Figura 3.5e** - Espectro óptico em baixa resolução (66 Å/mm) com $\Delta\lambda = 2000$ Å e centrado em $\lambda = 4700$ Å, obtido no telescópio de 1.52m do ESO da Estrela CH Pup (**classe de envoltório: Sil⁺⁺**).50

Figura 3.5f - Espectro óptico em baixa resolução (66 Å/mm) com $\Delta\lambda = 2000$ Å e centrado em $\lambda = 4700$ Å, obtido no telescópio de 1.52m do ESO da Estrela SY Mon (**classe de envoltório: Sil⁺**).50

Figura 3.6a - Espectro óptico em baixa resolução (126 Å/mm) com $\Delta\lambda = 3800$ Å centrado em $\lambda = 5600$ Å obtido no telescópio de 1.52m do ESO da estrela oxigenada discordante V535 Ori.52

Figura 3.6b - Espectro óptico em baixa resolução (126 Å/mm) com $\Delta\lambda = 3800$ Å centrado em $\lambda = 5600$ Å obtido no telescópio de 1.52m do ESO da estrela oxigenada discordante GL5196 Ori.53

Figura 3.7 - Espectro óptico em baixa resolução (66 Å/mm) com $\Delta\lambda = 2000$ Å centrado em $\lambda = 5900$ Å obtido no telescópio de 1.52m do ESO da estrela carbonada discordante BM Gem.54

4

Figura 4.1a - Comportamento do índice de refração complexo em função do comprimento de onda do grão Al_2O_3 (constantes ópticas ou índices de refração obtidos por Koike 1995).58

Figura 4.1b - Comportamento do índice de refração complexo em função do comprimento de onda do grão FeS (constantes ópticas obtidas por Begemann et al. 1994).58

Figura 4.2a - Comportamento das eficiências de extinção, absorção e espalhamento do grão de SiS_2 com um diâmetro de 8000 Å. Constantes ópticas obtidas por Begemann et al. (1996).59

Figura 4.2b - Variação da eficiência de absorção do grão de SiS_2 com a variação do tamanho do grão. Constantes ópticas obtidas por Begemann et al. (1996).60

Figura 4.3a - Al_2O_3 (compacto) Modelo de envoltório com $a = 1000$ Å; $R_i = 5 R_*$; $R_e = 1000 R_*$; $T = 2500$ K; $\tau(9,8 \mu\text{m}) = 1,0$62

Figura 4.3b - SiS_2 Modelo de envoltório com $a = 500$ Å; $R_i = 1 R_*$; $R_e = 5 R_*$; $T = 3000$ K; $\tau(12,5 \mu\text{m}) = 0,1$62

- Figura 4.3c - FeO** Modelo de envoltório com $a = 3000 \text{ \AA}$; $R_i = 5 R_\star$; $R_e = 1000 R_\star$; $T = 2500 \text{ K}$; $\tau(10,0 \text{ \mu m}) = 0,1$63
- Figura 4.3d - MgFeS** Modelo de envoltório com $a = 4000 \text{ \AA}$; $R_i = 5 R_\star$; $R_e = 1000 R_\star$; $T = 4000 \text{ K}$; $\tau(10,0 \text{ \mu m}) = 0,03$63
- Figura 4.4a - FeO** Modelo de envoltório com $a = 3000 \text{ \AA}$; $R_e = 1000 R_\star$; $T = 2500 \text{ K}$; $\tau(10,0 \text{ \mu m}) = 0,1$64
- Figura 4.4b - MgFeO** Modelo de envoltório com $a = 1000 \text{ \AA}$; $R_e = 1000 R_\star$; $T = 2500 \text{ K}$; $\tau(12,0 \text{ \mu m}) = 0,1$64
- Figura 4.4c - Al₂O₃ "alumina"** Modelo de envoltório com $a = 1000 \text{ \AA}$; $R_e = 1000 R_\star$; $T = 2500 \text{ K}$; $\tau(12,8 \text{ \mu m}) = 1,0$65
- Figura 4.4d - MgFeS** Modelo de envoltório com $a = 4000 \text{ \AA}$; $R_e = 1000 R_\star$; $T = 4000 \text{ K}$; $\tau(9,8 \text{ \mu m}) = 1,0$65
- Figura 4.5a - FeO** Modelo de envoltório com $a = 3000 \text{ \AA}$; $R_i = 5 R_\star$; $T = 2500 \text{ K}$; $\tau(10,0 \text{ \mu m}) = 0,1$66
- Figura 4.5b - Al₂O₃ "alumina"** Modelo de envoltório com $a = 1000 \text{ \AA}$; $R_i = 5 R_\star$; $T = 2500 \text{ K}$; $\tau(12,8 \text{ \mu m}) = 1,0$66
- Figura 4.5c - SiC** Modelo de envoltório com $a = 1000 \text{ \AA}$; $R_i = 5 R_\star$; $T = 2500 \text{ K}$; $\tau(10,1 \text{ \mu m}) = 1,0$
- Figura 4.5d - FeS** Modelo de envoltório com $a = 1000 \text{ \AA}$; $R_i = 5 R_\star$; $T = 3500 \text{ K}$; $\tau(12,5 \text{ \mu m}) = 0,02$67
- Figura 4.6a - SiC** Modelo de envoltório com $R_i = 5 R_\star$; $R_e = 1000 R_\star$; $T = 2500 \text{ K}$; $\tau(10,1 \text{ \mu m}) = 1,0$67
- Figura 4.6b - Silicato** Modelo de envoltório com $R_i = 5 R_\star$; $R_e = 1000 R_\star$; $T = 2500 \text{ K}$; $\tau(9,7 \text{ \mu m}) = 1,0$68
- Figura 4.6c - FeS** Modelo de envoltório com $R_i = 5 R_\star$; $R_e = 1000 R_\star$; $T = 3500 \text{ K}$; $\tau(12,5 \text{ \mu m}) = 0,02$68
- Figura 4.6d - Al₂O₃ poroso** Modelo de envoltório com $R_i = 5 R_\star$; $R_e = 1000 R_\star$; $T = 2500 \text{ K}$; $\tau(10,0 \text{ \mu m}) = 1,0$69

- Figura 4.7a - MgFeS** Modelo de envoltório com $a = 4000 \text{ \AA}$; $R_i = 5 R_\star$; $R_e = 1000 R_\star$; $\tau(9,8 \mu\text{m}) = 1,0$69
- Figura 4.7b - FeO** Modelo de envoltório com $a = 3000 \text{ \AA}$; $R_i = 5 R_\star$; $R_e = 1000 R_\star$; $\tau(10,0 \mu\text{m}) = 0,1$69
- Figura 4.7c - Al₂O₃ "alumina"** Modelo de envoltório com $a = 1000 \text{ \AA}$; $R_i = 5 R_\star$; $R_e = 1000 R_\star$; $\tau(12,8 \mu\text{m}) = 1,0$70
- Figura 4.7d - SiC** Modelo de envoltório com $a = 1000 \text{ \AA}$; $R_i = 5 R_\star$; $R_e = 1000 R_\star$; $\tau(10,1 \mu\text{m}) = 1,0$70
- Figura 4.8a - SiS₂** Modelo de envoltório com $a = 500 \text{ \AA}$; $R_i = 1 R_\star$; $R_e = 5 R_\star$; $T = 3000 \text{ K}$; $\tau(12,5 \mu\text{m})$71
- Figura 4.8b - MgFeO** Modelo de envoltório com $a = 1000 \text{ \AA}$; $R_i = 5 R_\star$; $R_e = 1000 R_\star$; $T = 2500 \text{ K}$; $\tau(12,0 \mu\text{m})$71
- Figura 4.8c - FeO** Modelo de envoltório com $a = 1000 \text{ \AA}$; $R_i = 5 R_\star$; $R_e = 1000 R_\star$; $T = 2500 \text{ K}$; $\tau(10,0 \mu\text{m})$71

ÍNDICE DE TABELAS

1

Tabela 1.1 - Abundâncias moleculares dos envoltórios de estrelas frias (Olofsson, 1994).25

Tabela 1.2 - Principais espécies de grãos previstos de se condensarem em envoltórios ricos em oxigênio e carbono (Lodders & Fegley, 1999).26

2

Tabela 2.1 - Objetos M discordantes.37

Tabela 2.2 - Objetos C discordantes.38

3

Tabela 3.1 - Objetos Seleccionados com a fotosfera rica em O mas com emissão proeminente de C no envoltório.51

Tabela 3.2 - Objetos Seleccionados com a fotosfera rica em C mas com emissão proeminente de O no envoltório.53

1

UMA ABORDAGEM GERAL SOBRE AS ESTRELAS FRIAS

1.1 Introdução.

Durante muitos anos as estrelas, bem como muitos dos objetos que preenchem o universo, foram considerados imutáveis. Mediante a esse pensamento e utilizando o fato de que aparentemente elas "nunca" se moviam umas em relação às outras foi que os babilônios, por volta de 3000 aC, demarcaram as primeiras constelações que foram, e ainda são, extensivamente usadas como sistemas de referências e de determinação das estações do ano.

Nesse mesmo período um outro povo, os chineses, percebeu que alguns corpos não eram tão imutáveis e obedientes assim. Eles catalogaram e descreveram os primeiros objetos que hoje são conhecidos como novas, cometas, meteoritos e até manchas solares.

Hoje em dia já é bem estabelecido que as estrelas nascem, evoluem e morrem, um fato que é compartilhado com todos os objetos do universo, incluindo o próprio universo. Além disso sabemos que uma única estrela, no decorrer de toda a sua vida, se apresenta com várias faces diferentes, como é caso das estrelas que estão na fase das anãs brancas. Estas estrelas curiosamente já foram estrelas gigantes e, num estágio mais anterior, bem parecidas com o nosso Sol.

As estrelas evoluem diferentemente umas das outras de acordo com o valor da sua massa e metalicidade¹ inicial. Embora esses sejam parâmetros fundamentais na determinação da evolução, temos também a ação da rotação, a perda de massa, e dos campos magnéticos. Na figura 1.1 utilizamos dados calculados por diversos autores (Schaller et al. 1992, Schaerer et al. 1993, Charbonnel et al. 1993, Schaerer et al. 1994, Meynet et al. 1994 e Mowlavi et al. 1997) a fim de mostrar a duração da fase de queima termonuclear de hidrogênio no núcleo (Sequência Principal) para estrelas com diferentes massas e metalicidades.

¹ Metais (simbolizado como Z) em astronomia significam todos os elementos químicos excetuando o hidrogênio (simbolizado como X) e o hélio (simbolizado como Y). A metalicidade é a fração de metais sobre a massa total da estrela.

Nessa figura é possível observar que nas estrelas massivas ($M/M_{\odot} > 8$) a metalicidade acelera o processo de evolução estelar (região I da figura). Isso acontece porque nesses objetos o peso molecular médio (μ) é o fator de maior influência na estrutura estelar, levando numa redução da pressão do gás para que se restabeleça o equilíbrio hidrostático. Como resultado o raio estelar decresce e há um aumento na temperatura superficial o que, conseqüentemente, leva num aumento da luminosidade acarretando numa aceleração da evolução. Entretanto, nas estrelas de baixas massas e massas intermediárias ($0,08 < M/M_{\odot} < 8$) a metalicidade age de maneira contrária (região II da figura). Nesses objetos o fator de maior contribuição na estrutura estelar é a opacidade, principalmente das linhas metálicas, por isso a presença de metais aumenta a opacidade, diminuindo a luminosidade e, conseqüentemente, retardando a evolução (Schaller et al. 1992).

Um fato curioso é a região III onde a metalicidade acelera a evolução de estrelas de baixas massas e massas intermediárias. Nessa região, o peso molecular médio supera a influência da opacidade. Desta maneira um aumento na metalicidade leva a um maior aquecimento e um aumento na luminosidade. Sendo assim, essa região se torna análoga à região I, onde um aumento na metalicidade acelera a evolução estelar (Mowlavi et al. 2000).

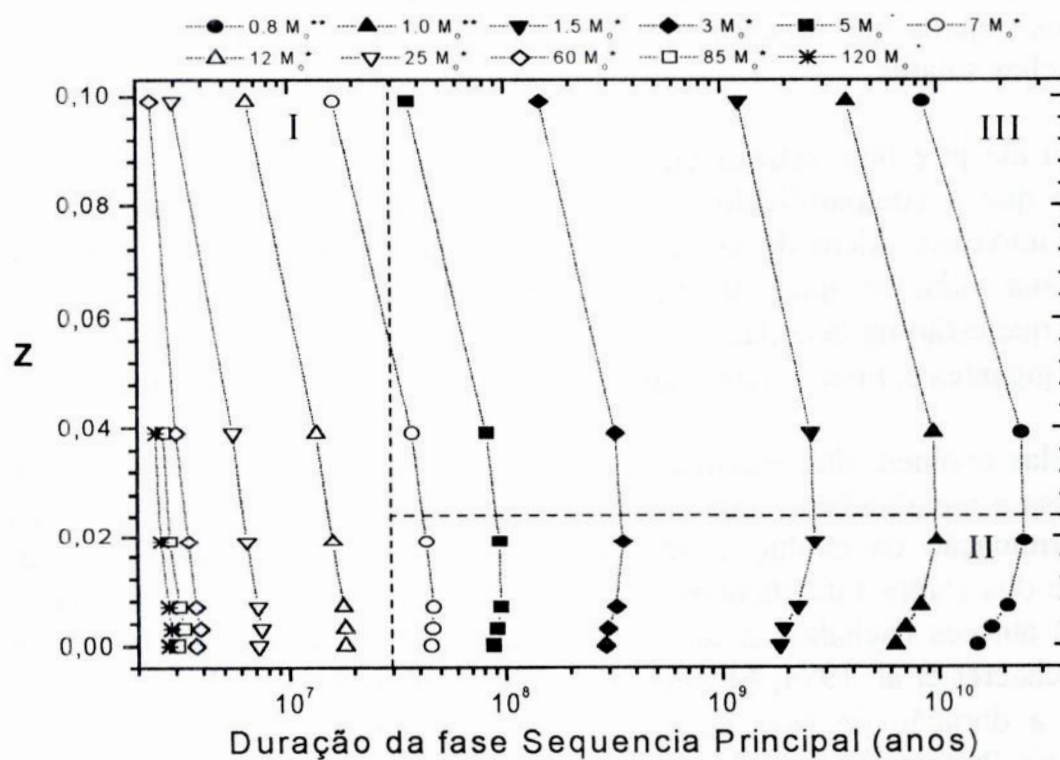


Figura 1.1 - Tempo duração da fase de queima de hidrogênio no núcleo (Sequência Principal) para estrelas com as massas indicadas na legenda em função da metalicidade. Em todos os modelos foi utilizada uma taxa de perda de massa padrão e, os índices * e ** se referem a utilização de overshooting (processo extra de mistura) ou não, respectivamente.

Intimamente ligado a essa massa inicial está a temperatura da estrela. As estrelas mais massivas são as mais quentes. Sendo assim as estrelas classificadas como estrelas frias são as que possuem baixas massas e massas intermediárias. Essas estrelas evoluem diferentemente das estrelas massivas. Nesse capítulo estão reunidas diversas características dos estágios evolutivos, de seu nascimento até sua morte, e as características das estrelas de baixas massas e massas intermediárias.

1.2 Instabilidade e Formação Estelar.

As estrelas se formam a partir de nuvens interestelares, constituídas basicamente de hidrogênio e poeira, por um processo de instabilidade gravitacional que leva à contração da nuvem, até que as regiões centrais atinjam densidades e temperaturas suficientemente altas para que ocorra o início das reações nucleares (Maciel, 1999).

Imaginemos uma nuvem homogênea de massa M e de raio R , em repouso. A mecânica clássica nos mostra que a energia de atração gravitacional dessa nuvem pode ser representada por:

$$E_G \sim \frac{GM^2}{R} \quad (1.1)$$

onde G é a constante universal da gravitação e vale $6,672 \times 10^{-11} \text{ N m}^2/\text{kg}^2$ no sistema internacional. Além disso, a termodinâmica clássica nos mostra que a energia térmica de um gás a uma temperatura T e massa M é dada por:

$$E_T \sim \frac{M}{\mu} kT \quad (1.2)$$

onde μ é o peso molecular médio e k é a constante de Boltzmann e vale $1,380 \times 10^{-23} \text{ J/K}$ no sistema internacional.

Então, se a energia total do sistema assumir a forma:

$$E = E_G + E_T \leq 0 \quad (1.3)$$

teremos um sistema ligado, isto é, as partículas se moverão ao redor de um centro de massa em comum em órbitas fechadas (elípticas ou circulares), e no caso limite, parabólicas ($E = 0$).

Tomando o caso limite, podemos definir uma massa para qual qualquer sistema de partículas não relativísticas permaneça ligado:

$$M > M_J = \frac{kT}{G\mu} R \quad (1.4)$$

onde M_J é a massa de Jeans que em termos de massas solares (M_\odot) se resulta em:

$$M_J \sim 8000 M_\odot \frac{T^{3/2}}{\sqrt{n}} \quad (1.5)$$

onde n é definido como o número de átomos por metro cúbico. Por definição a densidade é expressa como:

$$\rho = \frac{M}{V} = \frac{M}{\frac{4}{3}\pi R^3} = \mu n \quad (1.6)$$

A partir daí, é possível expressar um raio que contenha um sistema qualquer de partículas não relativísticas com órbitas ligadas, como:

$$R > R_J = \left(\frac{3k}{4\pi G \mu} \right)^{1/2} \sqrt{\frac{T}{n}} \quad (1.7)$$

onde por definição R_J é o Raio de Jeans que em unidade de parsec se reduz à:

$$R_J \sim 4000 \sqrt{\frac{T}{n}} \text{ parsecs} \quad (1.8)$$

As figuras 1.2 (a-b) apresentam com mais detalhes as informações contidas nas expressões (1.5) e (1.8). Por exemplo, imaginemos uma nuvem molecular com cerca de 1000 partículas por metro cúbico e possuindo uma temperatura de cerca de 20 K, para esta gerar estrelas deve possuir uma massa maior ou igual a 20000 M_\odot (figura 1.2a) e conseqüentemente deve ter um diâmetro de cerca de 550 pc (figura 1.2b). Ambos os gráficos foram obtidos das equações acima.

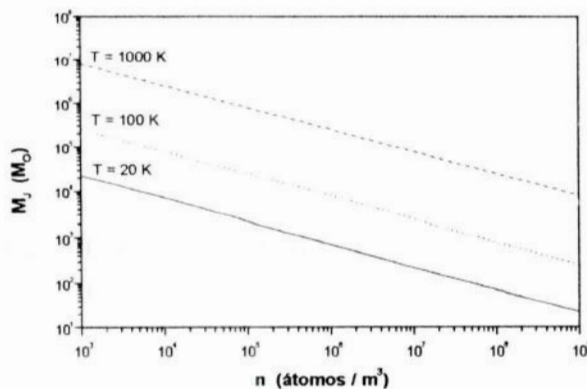


Figura 1.2a - Gráfico densidade numérica de partículas versus M_J

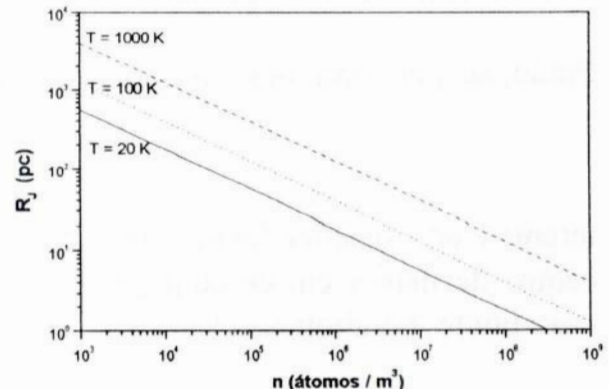


Figura 1.2b - Gráfico densidade numérica de partículas versus R_J

A escala de tempo do colapso é essencialmente da mesma ordem de grandeza do tempo de queda livre t_{ql} , isto é, o colapso é essencialmente controlado pela gravidade de tal forma que:

$$t_{ql} \approx \sqrt{\frac{R^3}{GM}} \approx \sqrt{\frac{3}{4\pi G \bar{\rho}}} \quad (1.9)$$

onde $\bar{\rho}$ é a densidade média do meio. Em condições interestelares típicas temos $T \sim 100$ K e a densidade de partículas é $n \sim 1 \text{ cm}^{-3}$, $\rho \sim n m_H \sim 10^{-24} \text{ g/cm}^3$, $M_J \sim 10^5 M_\odot$ e $t_{ql} \sim 10^8$ anos (Maciel, 1999). Note que $t_{ql} \propto \rho^{-1/2}$ e, a medida que o colapso ocorre, ρ aumenta e t_{ql} diminui.

A aplicação das equações (1.5) e (1.8) às condições interestelares mostra que as nuvens que se condensam têm massas e dimensões muito superiores às massas das estrelas normais. Portanto, foram desenvolvidos modelos de formação estelar que incluem a fragmentação das nuvens originais, para levar à formação de objetos com massas estelares usuais. Nesse caso, à medida que a nuvem colapsa, fragmentos dessa nuvem tornam-se instáveis e colapsam mais rapidamente que a nuvem original. A fragmentação termina quando a massa dos fragmentos é da ordem da massa das estrelas.

1.2.1 Proto-Estrelas.

Prosseguindo no estudo do colapso após a instabilidade gravitacional, chega-se a uma estrutura em que uma região central mais densa atinge o *equilíbrio hidrostático*, enquanto as camadas mais externas continuam a cair. Essa matéria ao cair no núcleo, é aquecida, e sua energia é parcialmente transportada pela radiação. A nuvem inicialmente homogênea vai aos poucos aumentando sua densidade central. Pela conservação de massa, o perfil de densidade tende para uma lei do tipo $\rho \propto r^{-2}$, em escalas de tempo da ordem de 10^5 anos. A estrutura formada, em que o caroço central atinge o equilíbrio hidrostático, é chamada uma *proto-estrela*. Nesse objeto, a temperatura central ainda não é alta o suficiente para ocorrer a ignição do hidrogênio. Então, pode-se definir uma proto-estrela como um objeto "pré-queima nuclear".

Uma trajetória típica no diagrama HR² para a evolução de uma proto-estrela com massa da ordem de $1 M_\odot$ está representada de maneira esquemática na figura 1.2 (Maciel, 1999).

² O diagrama HR (de Hertzsprung e Russell) é o principal diagrama utilizado no estudo da evolução estelar, essencialmente é um gráfico da luminosidade estelar em função de sua temperatura. Na sua forma clássica, contém a magnitude absoluta visual M_V em função da temperatura efetiva T_{ef} mas também pode ser encontrado como $\log(L/L_\odot)$ versus $\log(T_{ef})$, M_V versus $[B-V]$ etc (ver com mais detalhes na figura 1.3).

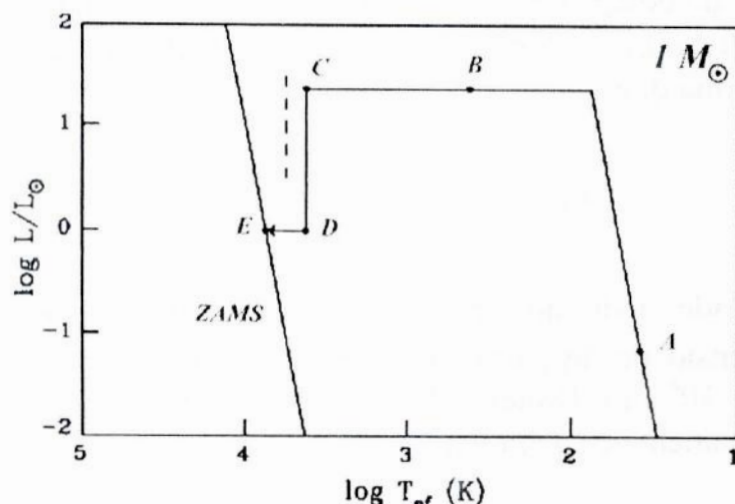


Figura 1.3 - Trajetória evolutiva de uma proto-estrela de $1 M_{\odot}$ (Maciel, 1999).

Dependendo da massa e metalicidade iniciais, o objeto alcança a Sequência Principal de Idade Zero (ZAMS, *Zero Age Main Sequence*), região do diagrama HR onde ocorre a queima do hidrogênio no núcleo estelar, em regiões de diferentes luminosidades, segundo a chamada *trajetória de Hayashi* (linha tracejada). Nessa figura, o ponto *A* corresponde à formação do caroço estelar, e o ponto *B* corresponde à luminosidade máxima de uma proto-estrela convectiva. No ponto *C*, a radiação começa a dominar no interior, culminando com o ponto *D*. A ZAMS é atingida no ponto *E*, onde começam as reações nucleares. As escalas de tempo são da ordem de algumas centenas de milhares de anos.

Durante a formação de uma proto-estrela teremos uma fase onde a estrelas se torna convectiva (durante a trajetória de Hayashi), ou seja a convecção age como o mecanismo mais eficiente de transporte de energia. Ao ingressar na ZAMS o mecanismo mais eficiente de transporte de energia passa a ser a radiação.

Por estarem envoltas por grãos de poeira e gás e possuírem temperaturas da ordem de 10^3 K, as proto-estrelas emitirão essencialmente na região infravermelha do espectro. Nessa faixa de temperatura, a emissão infravermelha devido aos grãos de poeira embebidos na nuvem proto-estrelar contribui para a dissipação da energia cinética. Quando a densidade é suficientemente alta, a nuvem torna-se opaca a radiação (Maciel, 1999).

1.2.2 Fase Pré-Sequência Principal.

Quando a proto-estrela atinge uma temperatura central suficiente ($T \sim 10^7$ K) para iniciar as reações termonucleares do H, ela se coloca na ZAMS tornando-se uma estrela propriamente dita.

Objetos com massas $M/M_{\odot} \leq 0,08$ não atingem essa temperatura, tornando-se então escuras de difícil detecção, conhecidas como anãs marrons.

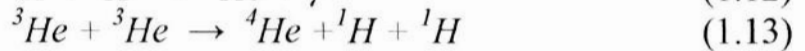
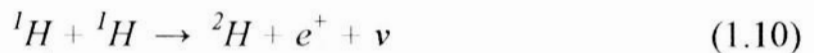
As estrelas *T Tauri* formam uma classe importante de objetos pré-sequência principal de baixa massa que representam uma transição entre estrelas que ainda estão envoltas por poeira e estrelas da sequência principal. As massas desses objetos variam entre $0,5 < M/M_{\odot} < 3,5$ (Maciel, 1999).

Estrelas *Herbig Ae/Be* estão em um estágio análogo ao das *T Tauri*, mas são progenitoras de estrelas mais quentes e mais massivas ($10 < M/M_{\odot} < 3,5$). Em ambos tipos de objetos as reações nucleares se iniciaram recentemente.

1.2.3 Sequência Principal e a Queima de Hidrogênio.

Todas as estrelas iniciam sua vida convertendo hidrogênio em hélio no núcleo, através de reações termonucleares, ao longo da sequência principal, onde passam cerca de 80% de sua vida ativa. A conversão de hidrogênio em hélio se dá através de dois ciclos de reações: a *cadeia próton-próton (pp)* e do *ciclo CNO*. A cadeia pp ocorre muito mais significativamente em temperaturas da ordem de 2×10^7 K, podendo apresentar os seguintes grupos de reações: pp-1, pp-2 e pp-3.

pp-1



A última reação pode substituída por



Após as reações (1.10) à (1.12) temos uma outra possibilidade de encerrar a cadeia pp.

pp-2

Nesse caso, as reações (1.10) à (1.12) ocorrem uma vez.

A terceira possibilidade é a pp-3, assim após a reação (1.15) temos:

pp-3

As reações geralmente são rápidas, com exceção da primeira reação de cada cadeia, que envolve a interação fraca e tem uma escala de tempo da ordem de 10^{10} anos (Maciel, 1999).

Durante toda a sequência principal o hélio produzido acumula-se no interior da estrela enquanto o hidrogênio é consumido. A medida em que o núcleo se torna rico em hélio a região central da estrela que conseqüentemente fica mais densa começa contrair e aquecer.

O ciclo CNO depende fortemente da temperatura sendo operacional a temperaturas maiores que 2×10^7 K, e requer a disponibilidade de carbono, nitrogênio e oxigênio envolvendo as reações:



que correspondem ao ciclo CN. Para temperaturas mais altas ($T \geq 1,7 \times 10^8$ K), a partir da equação (1.25) parte das reações terminara por:



formando o ciclo ON. Nesse caso, além do ${}^4\text{He}$ aparece o ${}^{14}\text{N}$, que substitui o ${}^{12}\text{C}$ original (Maciel, 1999).

De um modo geral as diversas reações do ciclo CNO levam a conversão de ${}^1\text{H}$ em ${}^4\text{He}$ e transformações substanciais de vários isótopos de C, N e O em ${}^{14}\text{N}$. Em estrelas mais massivas a temperatura no núcleo alcança valores altíssimos acarretando o aparecimento de outros ciclos como o ciclo NeNa e o ciclo MgAl (Maciel, 1999).

Quando o hidrogênio do núcleo está quase extinto a estrela passa por uma fase de contração global. A temperatura central aumenta e uma camada de queima de hidrogênio (CQH) se forma logo acima do núcleo. O hélio produzido por essa camada é depositado no núcleo.

1.2.4 Ramo das Gigantes Vermelhas.

Após a fase de contração global a CQH começa a estreitar e o envelope, camada de H inerte, expande-se ainda mais e resfria tornando-se opaco à radiação. Uma zona convectiva é formada nesse envelope e aos poucos se estende na direção do interior estelar. Quando a base da zona convectiva atinge regiões que tiveram sua composição química alterada pelas reações de fusão nuclear, ocorre uma mistura dessa matéria ao longo das camadas mais superficiais e as abundâncias dos elementos na superfície são alteradas. Esse processo denomina-se *primeira série de dragagens*³ (IDUP). Na mistura, elementos leves como o lítio e o berílio, que são destruídos no interior da estrela ao longo da sequência principal a temperaturas mais altas que $2,5 \times 10^6$ K e $3,5 \times 10^6$ K, respectivamente, têm sua abundância fotosférica reduzida (Forestini & Charbonel, 1997). A abundância de ${}^{14}\text{N}$ cresce nas regiões que sofreram queima resultante do ciclo CNO, e assim, há simultaneamente uma depleção do ${}^{12}\text{C}$ e do ${}^{16}\text{O}$ nessas regiões. Devido à cadeia pp, a abundância de ${}^3\text{He}$ aumenta. Os elementos são dragados aos poucos para a superfície estelar e a composição química observada é modificada. O resultado aproximado desta mudança após a fase de primeira dragagem na composição pode ser resumido da seguinte forma (Smith, 1989):

✓ A razão ${}^{12}\text{C}/{}^{13}\text{C}$ na superfície decresce devido à mistura de material rico em ${}^{13}\text{C}$ e pobre em ${}^{12}\text{C}$; Há um decréscimo na abundância de ${}^{12}\text{C}$.

✓ A abundância de ${}^{14}\text{N}$ aumenta mas a soma dos núcleos ${}^{12}\text{C} + {}^{13}\text{C} + {}^{14}\text{N}$ é aproximadamente constante.

³ Ao contrário dos outros processos de dragagens que veremos posteriormente, este é o único que acontece tanto nas estrelas de baixa massa como nas de massa intermediária.

- ✓ A abundância de ^{16}O não muda se somente produtos CN são dragados, e é esgotada se produtos ON são dragados.
- ✓ A razão $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ decresce se $M/M_{\odot} > 1,5$ (bastante sensível a massa estelar).
- ✓ A razão $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ aumenta devido à mistura de material pobre em ^{18}O (dependendo da massa).
- ✓ A abundância dos elementos ^7Li e ^8Be decai por várias ordens de grandeza pela dragagem de material pobre nesses elementos.

A liberação de energia gravitacional pela contração global da estrela leva aos poucos a um crescimento da luminosidade no interior estelar. Acima de um limite crítico o fluxo de energia supera a capacidade de irradiação pelas camadas mais externas e o envoltório se expande. A estrela torna-se uma gigante vermelha, com seu raio elevado em muitas unidades astronômicas e há uma redução considerável de sua temperatura superficial. A luminosidade aumenta centenas de vezes podendo alcançar $2000 L_{\odot}$ (Habing et al, 1989).

A expansão do envelope marca o fim da sequência principal e o início da ascensão no *Ramo das Gigantes Vermelhas*, ou RGB (Red Giant Branch). Durante todo o RGB a produção de energia se dá apenas na CQH. A estrutura da estrela é portanto um núcleo de He inerte, uma camada de queima de H e um envelope de H inerte. A partir deste ponto estrelas de diferentes massas têm seqüências evolutivas distintas.

Na figura 1.4 podemos ver um diagrama HR representando as diferentes trajetórias evolutivas de estrelas com metalicidade do tipo solar ($Z = 0,02$). As fases lentas de queima termonuclear são representadas pelas áreas hachuradas (adaptado de Schaller et al. 1992). Na região inferior dessa figura podemos ver claramente a relação da temperatura efetiva com os diferentes tipos espectrais (OBAFGKM). Além disso, é possível notar que as estrelas de baixa massa e massa intermediária variam drasticamente de luminosidade no decorrer de sua evolução, fato que não ocorre nas estrelas massivas.

Com o intuito de não nos distanciar do tema proposto para esse texto não iremos expor a evolução de estrelas massivas. Para melhor entendimento destas estrelas ver Kippenhahn & Weigert (1994). Tratemos agora, separadamente, a evolução de estrelas de baixa massa e de massa intermediária após a sequência principal.

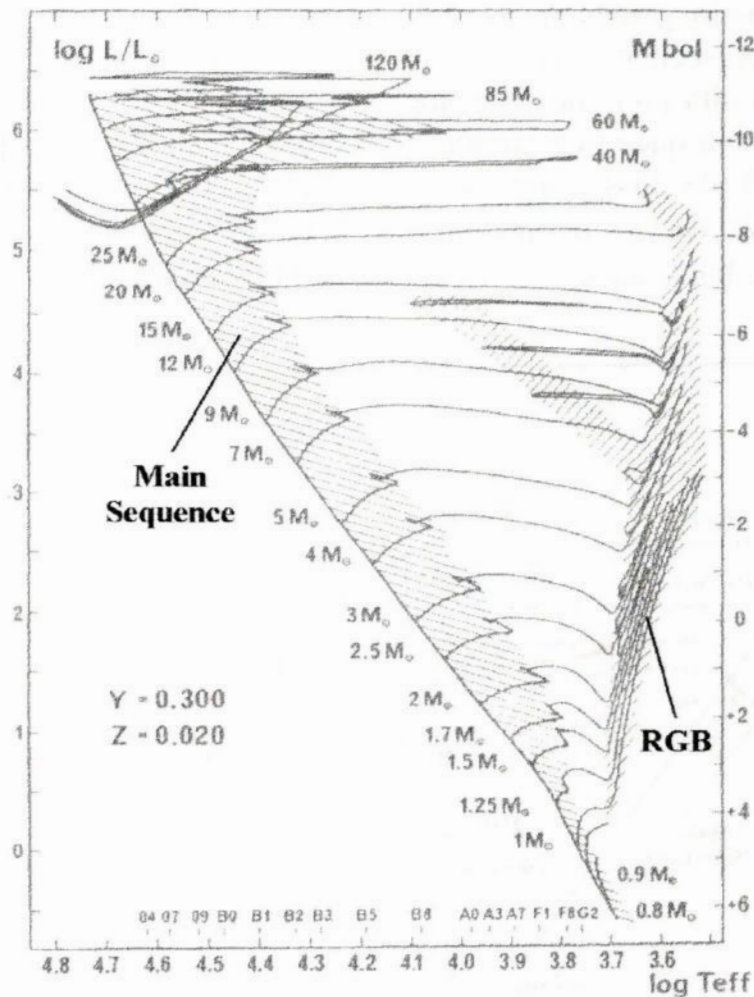


Figura 1.4 - Diagrama HR representando as diferentes trajetórias evolutivas de estrelas com metalicidade do tipo solar ($Z = 0,02$) (Schaller et al. 1992).

1.2.4.1 Evolução de Estrelas de Baixa Massa.

Ao final da sequência principal, as estrelas de baixa massa ($0,8 < M/M_{\odot} < 2,3$) não atingem em seu interior temperaturas suficientemente altas para iniciar a queima do hélio e desenvolvem um núcleo onde os elétrons estão degenerados⁴ (Maciel, 1999). Isso impede que se inicie a queima do carbono, embora a temperatura continue aumentando. O tempo gasto no RGB dessas estrelas é maior quando comparado com o tempo das estrelas de massa intermediária (ver figura 1.5).

⁴ O estado de degenerescência ocorre devido as altíssimas pressões e densidades ($\rho \gg 10^7 \text{ g/cm}^3$) alcançadas nos interior estelares, que resulta na ocupação de todos os níveis de energia do gás, ou seja, se aumentarmos continuamente a densidade de elétrons, estes serão forçados a um estado maior de momento, e portanto maior pressão, simplesmente porque todos estados de momentos mais baixo já estão ocupados.

O núcleo aquece lentamente até que a queima do hélio se inicie em um evento explosivo liberando grande quantidade de energia, conhecido como o *flash do hélio*. A degenerescência é removida e a queima de hélio se estabelece através da reação triplo-alfa (veremos a diante com mais detalhes). O núcleo sofre uma expansão e há uma queda na luminosidade superficial abaixo daquela alcançada no topo do RGB. As duas etapas são mostradas no diagrama HR da figura 1.5. O tempo de duração da fase de queima de hélio é aproximadamente constante para todas estrelas de baixa massa, cerca de 10^8 anos (Iben, 1990).

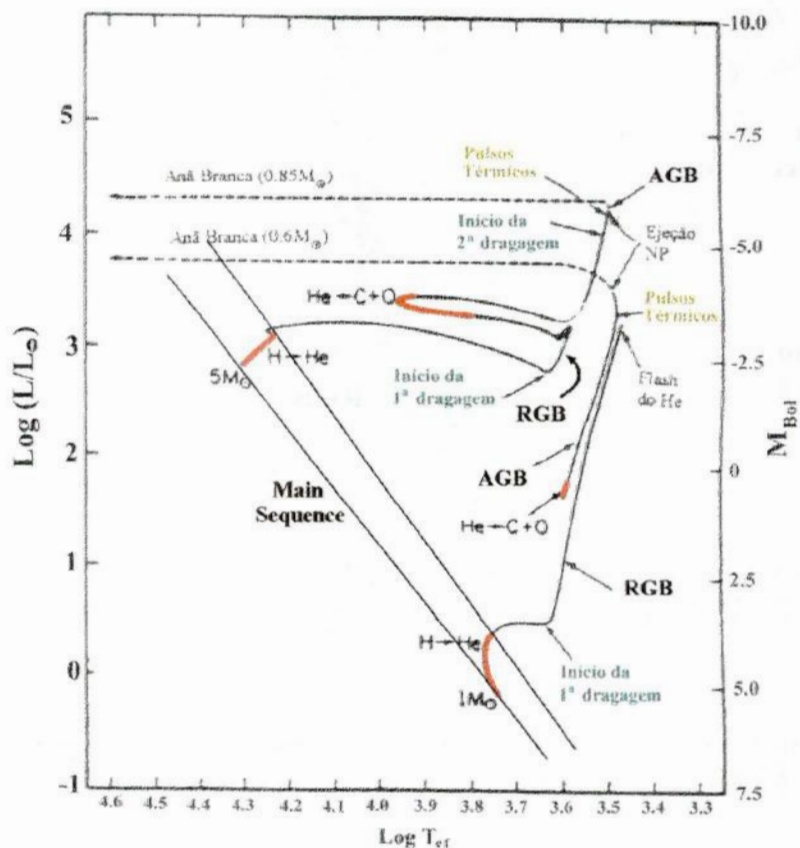


Figura 1.5 - Evolução no diagrama HR de modelos de estrelas de diversas massas iniciais (adaptado de Iben, 1981).

As linhas espessas em cada curva assinalam as fases onde ocorre queima termonuclear no núcleo estelar. Além das fases do RGB, AGB e das dragagens, estão relacionadas também as fases tardias das estrelas como a ejeção de uma nebulosa planetária e subsequente formação de uma anã branca, ou explosão em supernova dependendo da massa inicial da estrela.

A evolução da estrutura interna de uma estrela de baixa massa até ignição explosiva do hélio é mostrada na figura 1.6. Cerca de 20 % da massa total da estrela é perdida durante a ascensão da estrela no RGB. As altas luminosidades alcançadas durante essa fase são devido a CQH que provém grandes quantidades de energia e como consequência se estreita e inicia um movimento de migração em direção a superfície (Maeder et al. 1989).

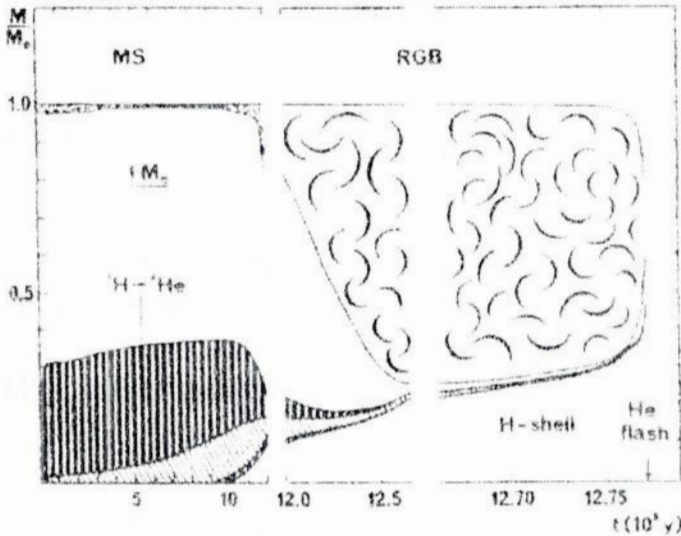


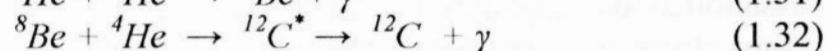
Figura 1.6 - Diagrama de Kippenhahn ilustrando a evolução da estrutura interna de uma estrela de $1M_{\odot}$ até a fase da queima explosiva do hélio (Maeder et al. 1989).

Na figura acima, as regiões nubladas representam as zonas convectivas e as regiões hachuradas verticalmente representam zonas onde a energia nuclear atinge taxas entre 1-10 erg/g s. As regiões hachuradas diagonalmente indicam taxas maiores que 10 erg/g s. A fase da estrela é mostrada na parte superior da figura onde MS simboliza a sequência principal e RGB o ramo das gigantes vermelhas (Maeder et al. 1989).

1.2.4.2 Evolução de Estrelas de Massa Intermediária.

As estrelas de massa intermediária ($2,3 < M/M_{\odot} < 8$), assim como as de baixa massa, ao saírem da sequência principal seguem pelo RGB, porém ao longo do RGB a CQH deposita o produto resultante da queima de hidrogênio no interior da estrela aumentando continuamente a massa do núcleo, e elevando também a temperatura e a densidade no local.

Quando a temperatura no interior estelar atinge cerca de 10^8 K e a densidade 10^4 ρ/cm^3 começa a fusão do hélio (Iben, 1990). Essa fase leva cerca de 25% do tempo da fase de queima de hidrogênio e, ao contrário das estrelas de baixa massa, não ocorre de uma maneira explosiva, como é o caso do flash do hélio. A fusão do hélio se processa através da reação *triplo-alfa* ($3-\alpha$), onde três partículas alfa⁵ são convertidas em um átomo de ^{12}C ,



⁵ as partículas alfas (α) são núcleos de átomos de hélio.

Outras duas reações básicas também ocorrem durante a queima do hélio (Trimble, 1991):



O núcleo, ao contrário do que ocorre durante a sequência principal, expande-se e cresce em massa no interior estelar. A CQH também é a fonte principal de energia luminosa do período de queima de *He*. Mas ao longo do tempo a taxa de produção de energia do núcleo cresce relativamente à taxa de produção da CQH (Iben, 1962).

Próximo à extinção do hélio no interior da estrela o núcleo volta a contrair e a temperatura aumenta devido à liberação de energia gravitacional causando expansão da atmosfera estelar. Mais uma vez o envelope convectivo estende-se para o interior e a estrela passa pela *segunda série de dragagens (2DUP)*. Um núcleo de carbono e oxigênio é formado e, devido à perda de energia por fuga de neutrinos, não atinge uma temperatura suficientemente alta para continuar a fusão tomando-se então degenerado. O resultado aproximado da mudança na composição fotosférica após a fase de segunda dragagem pode ser resumido da seguinte forma:

- ✓ A abundância de ^{14}N aumenta.
- ✓ A abundância de ^4He é levemente aumentada.
- ✓ A razão $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ na superfície decresce devido à mistura de material pobre em ^{16}O , já que tanto o ^{16}O quanto o ^{12}C são usados para produzir ^{14}N .

Embora as estrelas de baixa massa não passem por esse processo, o a queima do hélio ocorre de uma maneira tão explosiva (flash do hélio) que é possível que a mistura de elementos de diferentes regiões da estrela possa acontecer proporcionando resultados semelhante aos da segunda dragagem que ocorre nas estrelas de massa intermediária.

Na figura 1.7 mostramos evolução esquemática (análogo à figura 1.6) da estrutura interna de uma estrela de $3M_{\odot}$ até o fim da fase inicial do ramo assintótico das gigantes (E-AGB). As regiões nubladas representam as zonas convectivas e as regiões hachuradas diagonalmente representam zonas onde a energia nuclear atinge taxas maiores do que 10^3 erg/g s. As regiões hachuradas verticalmente são zonas de conteúdo variável de hidrogênio e hélio e as regiões hachuradas horizontalmente são zonas de conteúdo variável ^{12}C , ^{16}O e de ^{22}Ne (Maeder et al. 1989).

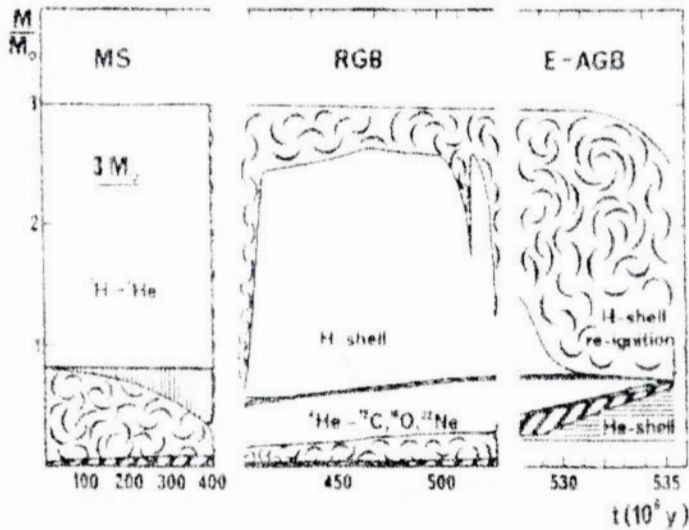


Figura 1.7 - Diagrama de Kippenhahn ilustrando a evolução da estrutura interna de uma estrela de $3M_{\odot}$ até o fim da fase inicial do ramo assintótico das gigantes. (Maeder et al. 1989)

1.2.5 Ramo Assintótico das Gigantes.

Quando o hélio começa a se esgotar no interior, tanto das estrelas de baixa massa como das de massa intermediária, uma fina camada de queima de hélio (CQHe) se desenvolve logo acima do núcleo e se expande para fora (em massa). Os produtos resultantes das reações termonucleares envolvendo o He na camada, são depositados no núcleo inativo de C-O. A estrela entra então no Ramo Assintótico⁶ das Gigantes (AGB, *Asymptotic Giant Branch*).

O AGB é subdividido em duas fases distintas, a *Fase Inicial do AGB* (E-AGB) e a *Fase de Pulsos Térmicos do AGB* (TP-AGB). Na primeira delas, E-AGB, a CQH está inativa e a luminosidade na superfície provém apenas da fina CQHe. Durante todo o AGB as estrelas permanecem com um núcleo degenerado de carbono e oxigênio, e temperaturas abaixo da necessária para a fusão desses elementos. Ao final da fase E-AGB o hidrogênio volta a queimar na CQH juntamente com a CQHe o que provoca uma instabilidade térmica levando a estrela a pulsar.

As estrelas do Ramo Assintótico apresentam características interessantes devido ao estágio evolutivo em que se encontram. Sua estrutura é bastante dinâmica e uma série de particularidades e eventos decorrem desse fato. A sucessão de pulsos térmicos é um ponto fundamental dessa estrutura. Cada pulso térmico é desencadeado quando a densidade e a temperatura na CQHe ultrapassa um determinado limite crítico. A produção de energia pela reação triplo alfa é tão grande que ocorre uma fuga termonuclear.

⁶ O termo assintótico para esse período da vida de uma estrela é uma alusão ao fato de que estrelas de massa $M/M_{\odot} < 1$, quando se encontram no AGB, seguem um caminho no diagrama HR quase paralelo ao caminho traçado no RGB. Para estrelas de massas intermediárias ou de altas massas termo não tem sentido (ver figura 1.3 e 1.4).

A luminosidade no interior, L_{He} , passa a ser mais alta que a capacidade de transporte da radiação pelo envoltório acima da CQHe. A matéria é empurrada radialmente para fora e o envoltório se expande e esfria. A luminosidade da estrela cresce, podendo aumentar até cerca de 5 magnitudes acima de seu mínimo (Jaschek & Jaschek, 1987).

Devido à expansão e ao resfriamento a queima na CQH é interrompida. O fluxo de energia é tão alto na CQHe que ocorrem movimentos turbulentos e forma-se uma zona convectiva desde a base da região de queima até a zona rica em hidrogênio.

O material resultante da queima da CQHe, principalmente o ^{12}C , é misturado por toda a camada. A temperatura máxima atingida na base da CQHe depende da massa do núcleo e da quantidade de pulsos já sofridos pela estrela (Iben, 1990).

Após o pico de produção de energia a camada de queima deixa de ser convectiva e a estrela passa por uma curta fase de queima estável de hélio. A expansão do envoltório reduz a taxa de produção de energia na CQHe gradativamente até que esta se extingue. Quando a luminosidade da CQHe, L_{He} , cai abaixo da luminosidade superficial, L_s , o envoltório começa a contrair. O hidrogênio volta a queimar lentamente, tornando-se a fonte predominante de energia. O tempo total de queima de hélio corresponde a aproximadamente 10% do tempo do pulso térmico.

Na fase estável de queima na CQH há apenas a conversão de H em He e C , N e O em ^{14}N e a dragagem desses elementos para a superfície (as zonas escuras representam as regiões convectivas). Durante a queima na CQHe, além da conversão do hélio em ^{12}C e ^{16}O há também a conversão do ^{14}N em ^{22}Ne , logo em seguida do ^{22}Ne em ^{25}Mg , e consequente liberação de nêutrons, propiciando a produção de elementos pesados via processo s (veremos com mais detalhe adiante). A estrela passa então por uma curta fase de queima estável na CQHe, seguida pela fase de dragagem profunda que traz os elementos recém sintetizados para a superfície. Ao final da terceira dragagem estabelece-se de novo a queima na CQH e o ciclo recomeça.

Por fim a CQHe se extingue e segue um longo período de queima estável de hidrogênio na CQH, a chamada fase *interpulso*. Dentro da CQH quase todo o ^{12}C e ^{16}O são convertidos em ^{14}N pelas reações dadas na descrição da primeira dragagem. Por sua vez, durante a queima de He , a camada convectiva dragagem para dentro de si o ^{14}N recém-sintetizado convertendo-o em ^{22}Ne através da seguinte reação:



Com a deposição contínua de *He* no interior da estrela pela CQH, a densidade e a temperatura da região rica em *He* crescem aos poucos. A queima na CQHe volta a ocorrer reiniciando o ciclo. Vários pulsos se sucedem e a cada ciclo, a amplitude do pulso aumenta até atingir um limite assintótico (Iben & Renzini, 1983). O período de interpulso e a temperatura máxima atingida na zona de queima também aumentam com o número de ciclos.

Seguindo as etapas de fusão nuclear, o enriquecimento observado nas atmosferas das estrelas de baixa massa e de massa intermediária até a ocasião dos pulsos térmicos será resultante apenas dos três ciclos mencionados: da cadeia pp, do ciclo CNO, e da reação triplo-alfa. Assim, se o processo de nucleossíntese terminasse aí, observaríamos somente os elementos resultantes dessas reações.

No entanto, dois eventos fundamentais ocorrem ao longo dos pulsos térmicos e mudam esse quadro. O primeiro é a captura lenta de nêutrons por elementos do grupo do ferro ou o *processo s*, o segundo é a *terceira série de dragagens (3DUP)* (Maciel, 1999). Esses eventos tornam a história das estrelas no AGB e depois do meio interestelar, mais rica e diversa.

1.2.5.1 Nucleossíntese pelo Processo s.

O processo s é a síntese de elementos pela captura lenta de nêutrons. Ocorre em regiões com um fluxo de nêutrons não muito intenso. Núcleos de elementos (principalmente do grupo do ferro) absorvem um nêutron formando um isótopo desse elemento:



Onde *Z* é o número atômico e *A* é o número de massa.

Se o núcleo formado for instável ele sofre um decaimento β tornando-se ${}^{Z+1}\Box_{A+1}$. Se for estável ele espera até capturar outro nêutron e assim por diante. No processo s o fluxo de nêutrons precisa ser lento o bastante para que o núcleo, se instável, tenha tempo de sofrer decaimento beta.

Duas condições são necessárias para que aconteça a nucleossíntese pelo processo *s*. Uma é a existência de um fluxo moderado de nêutrons, outra é a existência de núcleos que absorvam esses nêutrons.

Nas estrelas do ramo assintótico ocorrem duas reações que liberam nêutrons. Estrelas de massas intermediárias têm como fonte de nêutrons a reação



que acontece na camada convectiva durante o pulso a temperaturas da ordem de 3×10^8 K (Smith, 1989). Esta reação é facilitada pelo fato de o ${}^{22}\text{Ne}$ ser um dos produtos do ciclo CNO, e portanto abundante na CQHe. Já as estrelas BM não alcançam temperaturas suficientemente altas na CQHe e o fluxo de nêutrons é produzido pela reação



a temperaturas da ordem de 10^8 K. A produção de ${}^{13}\text{C}$ acontece através das reações



e demanda, para sua ocorrência, uma certa abundância de prótons na própria CQHe. Alguns mecanismos de mistura por uma região semiconvectiva entre o envoltório rico em H e o interior rico em ${}^{12}\text{C}$, resultando em uma difusão de matéria rica em ${}^{12}\text{C}$ para fora, e rica em H para o interior da estrela, foram propostos (Iben & Renzini, 1982a e 1982b). Isto resolve o problema da produção de ${}^{13}\text{C}$ nas estrelas de baixa massa, e assim, da fonte de nêutrons.

A segunda condição, a existência de núcleos que absorvam nêutrons, é solucionada se considerarmos estrelas de segunda ou terceira geração, já com algum enriquecimento. Isto porque a seção de choque para nucleossíntese pelo processo *s* de elementos pesados é cerca de duas a três ordens de magnitude maior que a dos elementos leves, e a captura só é eficiente para núcleos mais pesados. Por esse motivo os elementos do pico do ferro, já presentes na nuvem primordial da estrela, são considerados os núcleos para o processo *s* (Clayton, 1983). Estes elementos do grupo do ferro são os últimos sintetizados nas estrelas sem a ajuda da captura de nêutrons. Elementos pesados são então produzidos via processo *s* nas gigantes vermelhas sem a necessidade de grandes temperaturas ou densidades

Na década de cinquenta, foi observado na atmosfera de estrelas AGB o elemento tecnécio, cujo isótopo de maior duração tem meia-vida de cerca de 10^6 anos (Merrill, 1952). Sendo de meia-vida tão curta, a observação do *Tc* revela a produção e processos de dragagem recentes deste elemento no interior da estrela. Outros elementos resultantes do processo *s*, como por exemplo *Y*, *La*, *Sr*, *Ba*, *Nd* e *Zr* também foram observados com abundâncias acima do normal.

1.2.5.2 A Terceira Dragagem.

Durante a máxima produção de energia no pulso térmico a matéria acima da camada de queima convectiva é empurrada para fora, causando uma expansão e um resfriamento da mesma, quando termina a convecção na CQHe, o envelope convectivo aprofunda-se no interior estelar, trazendo elementos recém sintetizados pela queima do hélio (principalmente o ^{12}C) e pelo processo *s* (Mowlavi, 2000). A cada pulso térmico a matéria é capturada por esse envelope e trazida à superfície, esses eventos são chamados de *terceira série de dragagens*.

Além da amplitude do pulso crescer a cada ciclo, como visto anteriormente, também cresce a extensão do envelope convectivo para o interior da estrela. Então, a cada pulso o envelope convectivo aprofunda-se mais no interior até alcançar a região rica em carbono.

A superposição em massa (mas não simultânea) de ambas as regiões convectivas acarreta em uma mistura de elementos ao longo do envelope e grande quantidade de matéria rica em ^4He , ^{12}C , ^{22}Ne , ^{25}Mg e elementos do processo *s* é misturada à atmosfera da estrela. Assim, a terceira série de dragagens também é fundamental para a compreensão da química atmosférica das estrelas do AGB.

A terceira dragagem só é prevista de acontecer em estrelas de massa intermediária acarretando que as estrelas de baixa massa terminem sua vida com a razão *C/O* menor do que as dessas estrelas, devido ao fato do ^{12}C não ter sido levado a superfície.

Conseqüentemente, as estrelas chamadas carbonadas (C) seriam o resultado da terceira série de dragagens, que traz para a superfície matéria rica em carbono recém produzido (na CQHe) durante diversos pulsos, resultando numa razão fotosférica *C/O* > 1. Na fase anterior a razão *C/O* é menor que 1, as estrelas são denominadas oxigenadas (M).

1.3 Os Diferentes Grupos de Estrelas Gigantes Frias.

Como vimos, ao chegarem no final do RGB e no AGB as estrelas frias se diferenciam, separando-se em dois grupos bem distintos de estrelas, as estrelas carbonadas e as oxigenadas. Entretanto ainda existem subgrupos que, de acordo com a teoria e as observações, seguem uma trajetória evolutiva do tipo:



por adição de carbono a fotosfera, que parece bem estabelecida, mas esconde alguns problemas ainda não bem entendidos. Na verdade, essa sequência parece explicar adequadamente o surgimento de estrelas carbonadas mais frias (antigo tipo N), mas não as mais "mornas" (as do tipo R - tipo inicial de carbonadas).

1.3.1 As Estrelas Oxigenadas.

Nas atmosferas estelares aonde o oxigênio é mais abundante do que o carbono, poucos átomos de carbono estão livres para formar moléculas de carbonadas, consequência da grande probabilidade de formação da molécula de CO nesses meios, impedindo que o carbono forme outras moléculas. Então o espectro óptico desses objetos é dominado por óxidos tais como o TiO , e esses objetos são chamados de estrelas ricas em oxigênio.

As estrelas oxigenadas são gigantes vermelhas com baixa temperatura efetiva ($T_{ef} \sim 3000$ K). Podem ser de dois tipos espectrais: M ou MS. As estrelas M têm um espectro característico com fortes bandas moleculares em absorção, sobretudo de TiO e VO , linhas metálicas e de hidrogênio. Seu espectro é classificado de acordo com a intensidade das bandas de TiO . As M0 possuem bandas bastante fracas e a intensidade cresce com tipos espectrais mais avançados e menores temperaturas (Jaschek & Jaschek, 1987). Em termos de abundâncias as estrelas M não diferem muito das gigantes G ou K; possuem uma atmosfera com abundâncias que revelam a passagem pela sequência principal e pelo primeiro processo de dragagem, com um pequeno aumento na quantidade de ^{14}N uma redução no ^{12}C e na razão $^{12}C/^{13}C$ em relação às abundâncias do Sol (Smith & Lambert, 1985).

Acredita-se que a maior parte das estrelas M conhecidas esteja no RGB (Habing, 1989), embora uma grande quantidade delas possa estar no AGB. Algumas vezes a distinção entre estrelas RGB e AGB é difícil. Podemos distingui-las através da luminosidade, pois as estrelas AGB são significativamente mais brilhantes, entre $2000 L_{\odot}$ e $10000 L_{\odot}$ (enquanto as RGB atingem no máximo $2000 L_{\odot}$), ou através da composição química, detectando a presença de

elementos que revelam a ocorrência de dragagens (Whitelock, 1995). Algumas estrelas de baixa luminosidade, não-variáveis ou com curtos períodos de oscilação podem tanto estar no RGB como no E-AGB (fase inicial do AGB).

As estrelas MS são caracterizadas pela presença de bandas de ZrO e TiO simultaneamente. Além disso, apresentam uma maior abundância de elementos do processo s como Y , Zr e Sr , e do ^{12}C com relação às M, revelando a ocorrência de um (ou mais) eventos de dragagens (Smith & Lambert, 1985, 1986). E por isso todas MS se encontram no TP-AGB (fase de pulsos térmicos do AGB).

De um modo geral podemos sintetizar as características das estrelas oxigenadas da seguinte forma:

- ✓ possuem a razão $C/O < 1$
- ✓ temperatura efetiva média: 3200 - 4500 K
- ✓ raio médio: $370 R_{\odot}$
- ✓ magnitude bolométrica: 3 - 6 mag.
- ✓ massa: 1 - $8 M_{\odot}$
- ✓ apresentam bandas moleculares de TiO e VO que degradam para o vermelho na parte visível do espectro e na região do infravermelho apresentam emissões ou absorções devido aos grãos de silicatos ($\lambda = 9,7 \mu m$ e $\lambda = 18,0 \mu m$).

1.3.2 As Estrelas S.

As estrelas do tipo espectral S são formam um tipo intermediário entre as oxigenadas e as carbonadas possuindo uma razão $C/O \approx 1$. São caracterizadas pela presença na atmosfera de bandas de ZrO e ausência de TiO . Além do ZrO as estrelas S frequentemente exibem bandas mais intensas de LaO e a abundância de elementos do processo s e de ^{12}C é maior de que aquelas encontradas para as estrelas M ou MS. Estudos sobre uma amostra dessas estrelas demonstraram que o enriquecimento de ^{12}C está correlacionado ao enriquecimento de elementos do processo s o que é coerente com a produção simultânea destes durante um pulso térmico, e com a existência de um envoltório convectivo profundo e a conseqüente mistura à matéria da fotosfera (Smith & Lambert, 1986 e 1990). Portanto a sequência espectral $M \rightarrow MS \rightarrow S$ está relacionada à abundância de ^{12}C e de elementos do processo s na superfície.

De um modo geral podemos sintetizar as características das estrelas de tipo S seguinte forma:

- ✓ possuem a razão $C/O \approx 1$
- ✓ temperatura efetiva média: 2500 - 3000 K
- ✓ raio médio: $370 R_{\odot}$
- ✓ apresentam bandas moleculares de ZrO muito fortes na região azul e amarela do espectro visível. Bandas de LaO são geralmente encontradas no infravermelho próximo ($\lambda > 7900 \text{ \AA}$). Além disso algumas linhas em emissão principalmente as da série de Balmer para o hidrogênio também são encontradas em estrelas S variáveis. Na região do infravermelho apresentam emissões devido aos grãos de silicatos, entre eles a Olivina cristalina, ($\lambda = 9,7 \text{ \mu m}$ $\lambda = 10,3 \text{ \mu m}$ e $\lambda = 11,3 \text{ \mu m}$) e grãos de SiC ($\lambda = 11,3 \text{ \mu m}$).

1.3.3 As Estrelas Carbonadas.

Nas atmosferas estelares aonde o carbono é mais abundante do que o oxigênio, a maior parte do oxigênio se liga ao carbono para formar a molécula de CO que passa a ser a mais abundante, conseqüentemente as moléculas oxigenadas se tornam relativamente raras nesses meios. O espectro óptico desses objetos é dominado por componentes carbonados tais como as bandas moleculares em absorção de C_2 , CN e CH . Esses objetos são chamados de estrelas ricas em carbono. Essas estrelas são gigantes vermelhas e estão situadas no fim do AGB. Na região do infravermelho apresentam emissões devido aos grãos de SiC ($\lambda = 11,3 \text{ \mu m}$) e em alguns casos grãos de MgS ($\lambda \approx 20 - 30 \text{ \mu m}$).

De um modo geral podemos sintetizar as características das estrelas de tipo C seguinte forma:

- ✓ possuem a razão $C/O > 1$
- ✓ temperatura efetiva média: 2500 K
- ✓ raio médio: $400 R_{\odot}$
- ✓ magnitude bolométrica: 1 - 3 mag.
- ✓ massa: $1.2 - 4 M_{\odot}$

1.4 Envoltórios Circunstelares.

As estrelas de baixa massa e massa intermediária ao longo do RGB perdem uma quantidade significativa de suas massas, entretanto é durante as etapas seguintes, principalmente na fase TP-AGB, que enormes quantidades de matéria se desprendem da estrela, envolvendo-a, e dando origem ao seu envoltório circunstelar.

A química encontrada nos envoltórios retrata a química da fotosfera e, à medida que a estrela vai evoluindo, variando a sua composição superficial, o envoltório é enriquecido com os produtos das queimas termonucleares da estrela.

À medida que o gás expelido se afasta da estrela a sua temperatura decresce proporcionando a nucleação de grãos. Além disso, dependendo da densidade do envoltório, ou mais precisamente da sua opacidade, a estrela pode ficar completamente invisível na faixa óptica do espectro, já que os grãos absorvem os comprimentos de onda mais curtos, como o ultravioleta e o visível e os reemitem no infravermelho que, conseqüentemente, passa a ser a região espectral mais importante para os estudos dos envoltórios.

Na figura 1.8 podemos ver um esquema proposto por Sedlmayr (1994) que ilustra a situação encontrada nos fluxos de matéria (ventos) de gigantes e supergigantes frias, novas e supernovas.

Podemos ver nessa figura o comportamento da temperatura e da densidade, ao longo da distância, de um vento em expansão. A figura também mostra a região de formação e crescimento dos grãos, assim como a química que pode estar envolvida no processo. O regime de nucleação ocorre numa zona de temperatura entre 1300 K a 700 K. O regime de crescimento estende-se a uma distância maior, onde a matéria condensada foi totalmente consumida ou esta muito diluída.

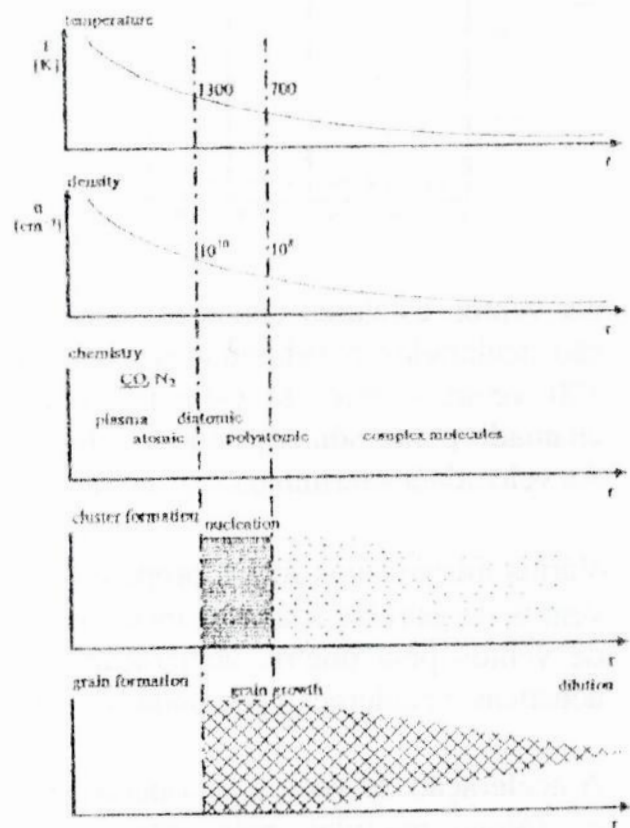


Figura 1.8 - Esquema simplificado dos parâmetros físicos do envoltório em função da distância à estrela (Sedlmayr, 1994).

1.4.1 Perda de Massa e Ventos em Estrelas Frias.

Da mesma forma que a massa e a metalicidade foram parâmetros fundamentais durante as fases iniciais da evolução estelar, a perda de massa também o é, principalmente durante os estágios mais avançados.

Na figura 1.9 podemos ver claramente que cerca de 90% do material ejetado no meio interestelar da nossa galáxia é proveniente das estrelas gigantes e supergigantes vermelhas e principalmente pelas estrelas do AGB.

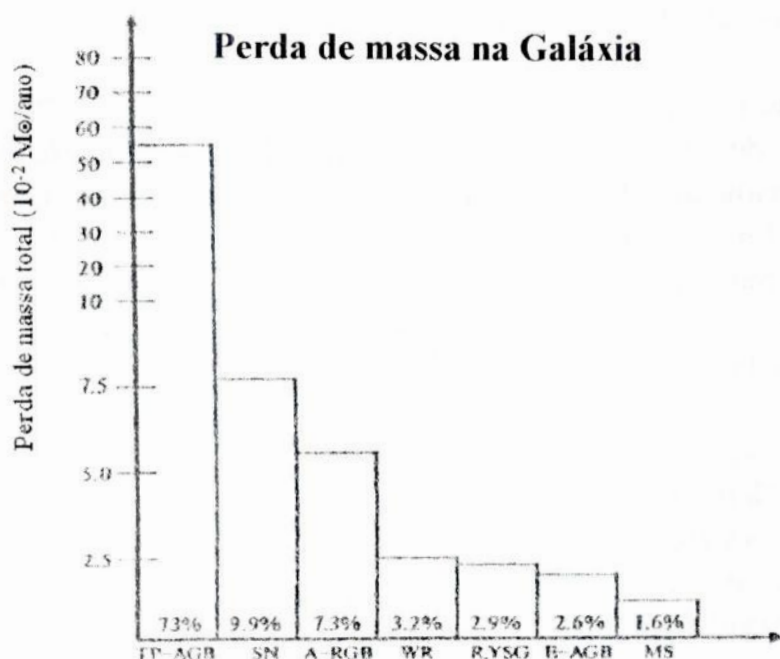


Figura 1.9 - perda de massa total na galáxia (em massas solares por ano) de varias classes de objetos estelares: TP-AGB, estrelas na fase de pulsos térmicos do ramo assintótico das gigantes; SN: supernovas, A-RGB: Ramo das gigantes vermelhas. WR: estrelas Wolf-Rayet; R,YSG: estrelas super-gigantes vermelhas e amarelas; E-AGB, estrelas da fase inicial do ramo assintótico das gigantes; MS: estrelas na sequência principal. (Sedlmayr, 1994).

Os ventos estelares começam com velocidades baixas, próximo à fotosfera, e são acelerados a velocidades terminais supersônicas, a distâncias de cerca de 100 vezes o raio da estrela. Existe assim um ponto crítico no envoltório, chamado ponto sônico, onde a velocidade do fluxo é igual à velocidade do som. As velocidades terminais, v_{∞} , em estrelas frias são da ordem de 10 – 30 km/s.

Vários mecanismos foram propostos para descrever a formação e aceleração dos ventos de estrelas frias. Os mecanismos mais estudados até hoje são: aceleração de ventos pela poeira, aceleração por ondas de Alfvén, aceleração por ondas acústicas e aceleração por ondas de choque.

A aceleração de ventos pela poeira é o mecanismo mais comumente usado, nela os fótons emitidos pela estrela são absorvidos pela poeira e re-emitidos isotropicamente, porém uma parte do momento original do fóton é transferido para o grão. A pressão da radiação estelar é bem maior que a força gravitacional e o grão é rapidamente acelerado. Devido à viscosidade do gás, o momento da

poeira (ou parte dele) é transferido em pouco tempo para o gás, acelerando-o. A condição para a aceleração de ventos por esse mecanismo é a presença, à priori, de poeira no envoltório, o que requer algum outro tipo de aceleração que leve a matéria da fotosfera ao ponto onde a poeira começa a se condensar (Sedlmayr, 1994).

1.4.2 Espécies Encontradas e a Formação de Grãos.

A predição teórica e as observações propõem uma variedade enorme de espécies existentes nos envoltórios circunstelares. A tabela 1.1 (Olofsson, 1994) apresenta alguns exemplos das diferentes espécies moleculares encontradas nesses envoltórios. É possível notar que todas as espécies encontradas, excetuando o *CO*, apresentaram uma abundância drasticamente diferente entre os envoltórios de estrelas oxigenadas e carbonadas.

Molécula	10^{-9}	10^{-8}	10^{-7}	10^{-6}	10^{-5}	10^{-4}	10^{-3}	O/C ^a	P/C ^b
CN	+							O	C?
CO								O	C
CP								O	P
CS								O	P
NaCl								O	P
SiC								O	P
SiN								O	P
SiO								O	P
SiS								O	P
SO								O	P
C ₂ H								O	P
C ₂ S								O	P
HCN								O	P
HCO ⁺	+							O	P
H ₂ S								O	P
HNC								O	P
MgNC								O	P
SiC ₂								O	P
SO ₂								O	P
l-C ₃ H								O	P
C ₃ N								O	P
C ₃ S								O	P
HC ₂ N								O	P
NH ₃								O	P
C ₄ H								O	P
C ₄ Si								O	P
c-C ₃ H ₂								O	P
HC ₃ N								O	P
H ₂ C ₃								O	P
C ₄ I								O	P
CH ₃ CN								O	P
H ₂ C ₄								O	P
C ₅ H								O	P
HC ₅ N								O	P
HC ₇ N								O	P
HC ₉ N								O	P
HC ₁₁ N								O	P

Tabela 1.1 - Abundâncias moleculares dos envoltórios de estrelas frias (Olofsson, 1994). Os índices ^a e ^b representam, respectivamente, o tipo de envoltório (se rico em carbono ou em oxigênio) e a procedência da espécie (de origem fotosférica ou circunstelar). O símbolo ? indica que não existe nenhuma observação que evidencie a origem dessa molécula no envoltório.

Em geral as abundancias moleculares são muito maiores (cerca de 2 ordens de grandeza) nos envoltórios circunstelares do que no meio interestelar (Olofsson, 1994).

Na tabela 1.2 podemos ver algumas espécies de grãos que são previstos de se condensarem nesses envoltórios (Lodders & Fegley, 1999)

Element	Abundance ¹	M stars		C-stars	
		Formula	Mineral Name	Formula	Mineral Name
O	2.09×10^7	oxides and silicates		silicates	
C	1.00×10^7	—	—	TiC	titanium carbide M
		—	—	C	graphite CS, M
		—	—	SiC	silicon carbide CS, M
N	2.63×10^6	—	—	TiN	osbornite
		—	—	AlN	aluminum nitride
Mg	1.02×10^6	MgAl ₂ O ₄	spinel M	MgS	ninningerite CS
		Mg ₂ SiO ₄	forsterite CS	MgAl ₂ O ₄	spinel M
		MgSiO ₃	enstatite CS	Mg ₂ SiO ₄	forsterite CS
		—	—	MgSiO ₃	enstatite CS
Si	1.00×10^6	Ca ₂ Al ₂ SiO ₇	gehlenite	SiC	silicon carbide CS, M
		Mg ₂ SiO ₄	forsterite CS	FeSi	iron silicide
		MgSiO ₃	enstatite CS	Mg ₂ SiO ₄	forsterite CS
		—	—	MgSiO ₃	enstatite CS
Fe	8.91×10^5	Fe	iron metal	FeSi	iron silicide
		(Fe,Ni) ₃ P	schreibersite	Fe	iron metal
		FeS	troilite	FeS	troilite
S	4.47×10^7	FeS	troilite	CaS	oldhamite
		—	—	MgS	ninningerite CS
		—	—	FeS	troilite
Al	8.51×10^5	Al ₂ O ₃	corundum CS, M	AlN	aluminum nitride
		CaAl ₂ O ₇	hibonite	Al ₂ O ₃	corundum CS, M
		CaAl ₂ O ₇	grossite	MgAl ₂ O ₄	spinel M
		Ca ₂ Al ₂ SiO ₇	gehlenite	CaAl ₂ Si ₂ O ₈	anorthite
		MgAl ₂ O ₄	spinel M	—	—
		CaAl ₂ Si ₂ O ₈	anorthite	—	—
Ca	6.46×10^7	CaTiO ₃	perovskite	CaS	oldhamite
		CaAl ₂ O ₇	hibonite	CaAl ₂ Si ₂ O ₈	anorthite
		CaAl ₂ O ₇	grossite	—	—
		Ca ₂ Al ₂ SiO ₇	gehlenite	—	—
		CaAl ₂ Si ₂ O ₈	anorthite	—	—
Na	5.75×10^4	NaAlSi ₃ O ₈	albite	NaAlSi ₃ O ₈	albite
Ni	5.01×10^4	FeNi	kamacite & taenite	FeNi	kamacite & taenite
		(Fe,Ni) ₃ P	schreibersite	(Fe,Ni) ₃ P	schreibersite
Cr	1.35×10^4	Cr in FeNi	alloy	FeCr ₂ S ₄	daubréelite
Mn	9.33×10^7	Mn ₂ SiO ₄	rhodonite in olivine	(Mn,Fe)S	alabandite
P	8.13×10^7	(Fe,Ni) ₃ P	schreibersite	(Fe,Ni) ₃ P	schreibersite
Cl	5.25×10^7	Na ₄ [AlSi ₃ O ₁₀],Cl	sodalite	NaCl (?)	halite (?)
K	3.72×10^7	KAlSi ₃ O ₈	orthoclase	KAlSi ₃ O ₈	orthoclase
Ti	2.40×10^7	CaTiO ₃	perovskite	TiC	titanium carbide M
		—	—	TiN	osbornite

* condensates are listed in order of appearance for each element

¹ solar abundances on a scale Si = 1×10^6 atoms (Lodders & Fegley, 1998)

CS: dust observed in circumstellar shells of AGB stars.

M: circumstellar grains found in meteorites.

Tabela 1.2 - Principais espécies de grãos previstos de se condensarem em envoltórios ricos em oxigênio e carbono (Lodders & Fegley, 1999).

A formação de grãos pode ser considerada como uma cadeia de reações químicas que vão resultar em produtos macroscópicos. Isso é verdade ao menos para uma primeira fase da transição molécula-grão, onde as moléculas se combinam para formar pequenos aglomerados os quais crescem por reações químicas adicionais até o tamanho crítico.

A fim de determinar quais são as moléculas importantes para esse passo inicial da condensação de um aglomerado, Gail & Sedlmayr (1986) têm utilizado 3 critérios:

- i) as moléculas que estão formando o aglomerado têm espécies abundantes já na fase gás.
- ii) as moléculas que estão formando o aglomerado não devem estar "bloqueadas" por altas energias de ligação⁷.
- iii) os aglomerados resultantes são condensados à altas temperaturas.

Quando estes critérios são aplicados para a formação de grãos em envoltórios de estrelas frias (C ou M), somente um pequeno número de espécies permanece como possíveis primárias.

A molécula de CO tem um papel importante nesse caso. Como esta molécula possui uma alta energia de ligação, ela só é dissociada por fótons altamente energéticos. Então, na ausência desses "campos" dissociativos UV, considerando uma composição onde $C/O > 1$ quase todo oxigênio é consumido na formação de CO. Como dissemos, isso ocorre nas estrelas carbonadas e não resta nenhum oxigênio adicional para formar outros compostos oxigenados. O inverso ocorre em estrelas oxigenadas, onde todo o carbono disponível é utilizado para formar CO. Este fato não só determina qual a química envolvida, mas também reduz o número de possíveis condensáveis primários. Gail & Sedlmayr (1986) calcularam quais seriam os condensáveis primários mais importantes nestes objetos, são eles: *SiO*, *MgO*, *MgS* e *Fe* (para meios ricos em oxigênio) e *C₂H₂*, *C₂H...*, *MgS*, *SiC* e *Fe* (para meios ricos em carbono).

O crescimento de grãos ocorre através da adição de moléculas ou pequenos aglomerados a superfície da partícula (adsorção) devido a reações químicas entre os componentes. Neste processo, grãos homogêneos podem formar três tipos de estruturas cristalinas diferentes. Se a molécula adsorvida tem um tempo para oscilar aleatoriamente na superfície do grão e encontrar uma posição energeticamente favorável, espera-se a produção de grãos monocristalinos.

⁷ Moléculas como CO e N₂, que possuem altas energias de ligação, são excluídas pois estas energias são maiores que a energia necessária para a formação dos aglomerados.

Se a captura é rápida e a molécula não encontra uma configuração de equilíbrio a formação de grãos policristalinos é a mais provável. Se a adição é muito rápida que nenhum tipo de ordenação foi ainda efetuado espera-se a produção de grãos amorfos. Além disso, foi proposto por Sedlmayr (1994) que se a captura de moléculas continua por um longo período de tempo o grão passa a possuir um núcleo monocristalino, envolvida por uma capa policristalina e com um manto amorfo superficial.

Dependendo da química e das condições termodinâmicas locais uma grande variedade de estruturas de grãos pode ocorrer. A figura 1.10 mostra um esquema dos diferentes tipos de grãos possíveis de existir num envoltório circunstelar.

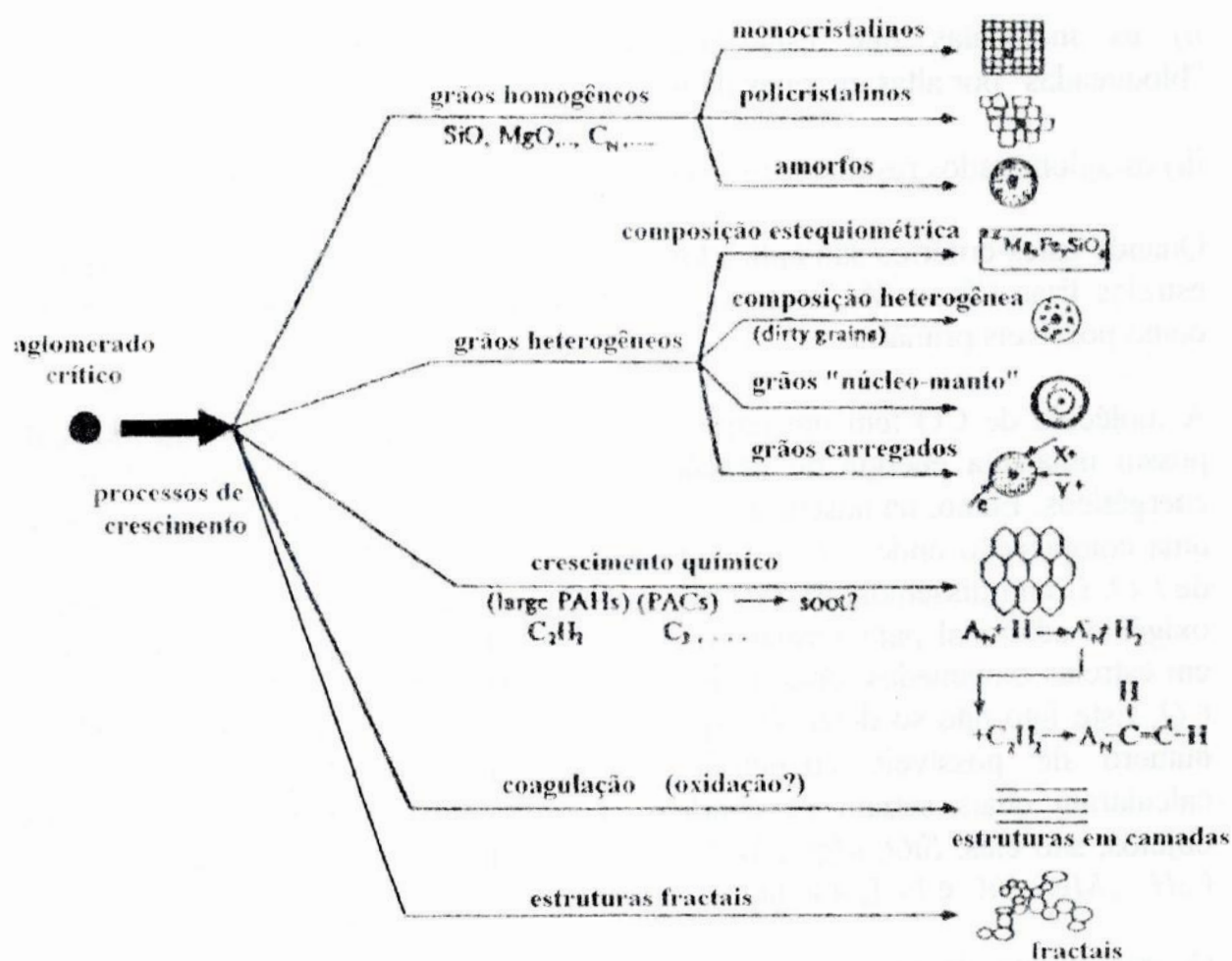


Figura 1.10 - Representação esquemática dos diferentes mecanismos de crescimento e estruturas de grãos evoluídos previstas de realmente existirem nos envoltórios circunstelares e meios semelhantes. (Sedlmayr, 1994).

1.5 Estágios Finais da Evolução e Consequências no Meio Interestelar.

Após a grande perda de massa sofrida durante o AGB o envelope de H remanescente não tem massa suficiente para sustentar a enorme região convectiva acima conseqüentemente ocasionando uma contração estelar. Então a estrelas se desloca para a parte esquerda no diagrama HR aumentando a sua temperatura efetiva. Quando a temperatura atinge cerca de 30 000 K a radiação ioniza o material circunstelar. Nesse momento a estrela produz um velocíssimo vento de baixa densidade que interage com o vagaroso vento de alta densidade proveniente da fase AGB. Esse encontro resulta numa fase da evolução estelar conhecida como Nebulosa Planetária (Maciel, 1999).

A fase final da evolução das estrelas de baixa massa e massa intermediária depende exclusivamente da massa final. Estrelas com massas finais abaixo de $1.4 M_{\odot}$ se tornarão Anãs Brancas, caso contrário terminarão sua vida numa explosão de supernova que levará possivelmente a uma estrela de nêutron ($1,4 < M_{\text{final}}/M_{\odot} < 3$) ou num buraco negro ($M_{\text{final}} > 3 M_{\odot}$) (Maciel, 1999).

De um modo geral as estrelas de baixa massa e massa intermediária após passar pela fase de nebulosa planetária consome rapidamente ($\sim 10^4$ anos) sua energia, resfriando-se e baixando sua luminosidade em várias ordens de grandeza, até atingir a região de anãs brancas na parte inferior esquerda do diagrama HR. As estrelas com massas abaixo de $1 M_{\odot}$ podem não alcançar temperaturas centrais suficientemente altas, contraindo-se diretamente para a fase anã branca, sem ejetar o envelope, o que afetará sua composição química.

As nebulosas planetárias ejetadas contêm cerca de $0,2 M_{\odot}$ e raios da ordem de décimos de parsecs. Fotoionizadas pela estrela central, alcançam temperaturas eletrônicas da ordem de 10^4 K e densidade de até 10^4 partículas por cm^3 . Apresentam espectros com linhas de emissão intensas (H, OIII, NII, etc.), cuja análise leva a uma determinação relativamente precisa de sua composição química. Dessa forma, os processos de nucleossíntese que ocorrem nas estrelas de massa intermediária podem ser testados, como a ocorrência de processos de dragagem, que levam produtos da nucleossíntese estelar até as camadas observáveis da atmosfera (Maciel, 1999).

As anãs brancas em geral possuem massas por volta de $0,6 M_{\odot}$ e raios da ordem do raio da Terra, cerca de $R_{\odot}/100$, de modo que suas densidades são muito altas, levando à degenerescência dos elétrons. Sua evolução e resfriamento levam a formação de uma anã negra em alguns bilhões de anos.

O valor da massa final de uma estrela é determinado, principalmente, pela quantidade de massa perdida durante sua evolução. Se estrelas de baixa massa não tiverem uma perda significativa de suas massas durante as fases avançadas de sua evolução, provavelmente terminarão com uma massa maior do que o limite para a formação de anãs brancas e conseqüentemente explodirão como supernovas. É possível também a formação de anãs brancas a partir de estrelas com massas iniciais um pouco maior do que $8 M_{\odot}$ desde que esses objetos sofram uma grande perda de massa e apresentem uma massa final menor do que $1.4 M_{\odot}$ (Maciel, 1999).

Embora grande parte das estrelas de baixa massa e massa intermediária não terminem suas vidas de forma explosiva, como supernovas, são as principais responsáveis pelo enriquecimento do meio interestelar, devido à enorme perda de massa desses objetos que, proporcionalmente, é muito maior nestes do que em estrelas massivas (ver figura 1.9).

2

SELEÇÃO DE ESTRELAS CARBONADAS E OXIGENADAS

2.1 Introdução.

Conforme descrito no capítulo precedente, as estrelas frias evoluídas perdem uma quantidade significativa de suas massas, formando envoltórios circunstelares. As condições propícias de pressão e temperatura nesses meios favorecem a nucleação de grãos. Assim, os grãos absorvem a luz nos comprimentos de onda mais curtos reemitindo termicamente no infravermelho. As diferentes espécies de grãos apresentam características espectrais distintas, segundo a composição química presente.

Nesse capítulo descrevemos o estudo realizado utilizando o catalogo LRS-IRAS a fim de selecionar fontes ricas em carbono e fontes ricas em oxigênio.

Como os envoltórios circunstelares são o resultado de uma intensa perda de massa sofrida por esses objetos no RGB e AGB e, que essa massa vem das regiões mais externas das atmosferas, espera-se que a composição química presente nos envoltórios seja a mesma daquela presente nas fotosferas. Então, esperamos que uma estrela rica em carbono, ou seja, que apresente bandas moleculares devido ao CN e/ou C_2 , no visível, tenha emissão característica devido aos grãos de SiC e/ou MgS no infravermelho. De maneira análoga, estrelas ricas em Oxigênio, possuindo bandas de TiO , no visível, devem apresentar emissões de grãos ricos em oxigênio como, por exemplo, os silicatos. No entanto, tem surgido algumas exceções (Little-Marenin 1986, Lorenz-Martins, 1990 por exemplo). Portanto, o objetivo desse primeiro estudo foi de verificar se poderiam existir casos, além dos constatados, onde a química presente nos envoltórios diferisse daquela observada na fotosfera, em outras palavras, confrontar as observações no infravermelho com o visível.

Primeiramente selecionamos os objetos no catálogo IRAS. Após a seleção, verificamos a classificação espectral proposta, quando possível, para cada estrela da amostra utilizando um banco de dados astronômicos na internet, o SIMBAD. Muitas estrelas evoluídas frias foram descobertas pelo satélite IRAS,

não possuído estudo espectroscópico na região do visível. Além disso, algumas fontes possuem envoltórios muito espessos, dificultando (ou até impossibilitando) a observação em curtos comprimentos de onda. A seguir, apresentamos os passos seguidos neste estudo.

2.2 O Satélite IRAS.

Lançado em 1983 o satélite IRAS, Infrared Astronomical Satellite, possibilitou um enorme passo para os estudos dos envoltórios de poeira.

Este incrível artefato observou aproximadamente 96% do céu, cerca de 250000 objetos, em quatro bandas centradas em 12, 25, 60 e 100 μm . Além disso, também foram obtidos espectros em baixa resolução - LRS, Low Resolution Spectra, das fontes mais brilhantes, cerca de 5400 objetos, no intervalo entre 7,7 e 22 μm . No catálogo LRS (Olson & Raimond, 1986) cerca de 3000 fontes são estrelas classificadas com envoltório rico em oxigênio recebendo uma classe LRS de: 14 à 16,

para espectros sem características bem definidas, 21 à 29, para espectros em emissão ou de 31 à 39, para espectros em absorção. Cerca de 1000 fontes são estrelas com envoltórios ricos em carbono recebendo uma classe LRS de: 14 à 16, para espectros sem características dominantes ou 41 à 49, para espectros em emissão. Além desses objetos existem vários outros que recebem uma classe LRS de: 01 à 05, para espectros de má qualidade, isto é, com a razão sinal/ruído baixa ou com formas estranhas; ou 17 à 19, para objetos "sem" envoltórios, entre outras.

As estrelas com envoltórios ricos em oxigênio apresentam duas emissões no infravermelho devido aos grãos de silicatos à 9,7 e 18 μm . Mostramos um espectro LRS típico desses objetos na figura 2.2. Já as estrelas com envoltórios ricos em carbono apresentam uma emissão à 11,3 μm , devido aos grãos de SiC , em alguns casos tem-se observado a presença de uma outra banda em emissão por volta dos 20–30 μm , atribuída à grãos de MgS . Um espectro LRS típico de um objetos carbonado é mostrado na figura 2.3.



Figura 2.1 - O satélite IRAS.
(NASA)

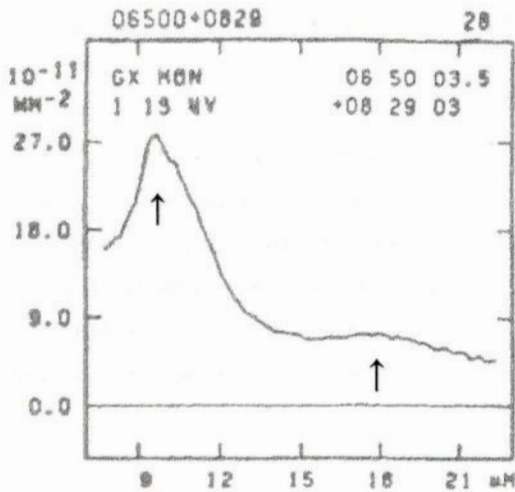


Figura 2.2 - Espectro LRS de uma estrela oxigenada do tipo M9 com um envoltório rico em oxigênio (LRS 28). Na ordenada temos o fluxo dado em Watts por metro quadrado e na abscissa o comprimento de onda em μm . Note duas emissões características dos grãos de silicato à 9,7 e 18 μm .

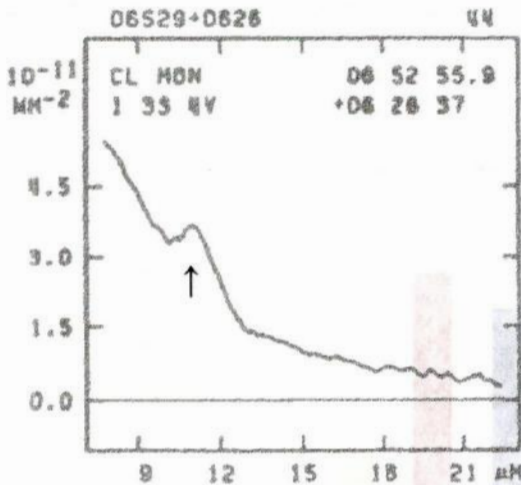


Figura 2.3 - Espectro LRS de uma estrela carbonada do tipo C8 com um envoltório rico em carbono (LRS 44). Ordenada e abscissa com as mesmas unidades da figura 2.2. Note a emissão característica do SiC à 11,3 μm .

2.3 Critério de Seleção e os Objetos.

Conforme descrito anteriormente, esse estudo baseou-se primeiramente na seleção de objetos catalogados no LRS-IRAS como ricos em oxigênio ou em carbono, numa dada faixa de declinação sul ($-40^\circ < \delta < +15^\circ$). Esse levantamento nos permitiu obter cerca de 1754 objetos. A escolha da declinação sul foi proposital para possíveis observações de algumas dessas estrelas.

2.4 Resultados.

Após a seleção dos objetos verificamos se a química presente nas fotosferas era coerente com aquela dos envoltórios. Para isso utilizamos dados encontrados na literatura e principalmente no *SIMBAD*, onde buscamos a classificação espectral

proposta ou, em alguns casos, algum indício dela. Como sabemos a classificação espectral de uma estrela geralmente é feita utilizando-se espectros na região do visível.

Dos 1754 objetos selecionados, cerca de 742 objetos não possuíam uma classificação espectral definida, sugerindo o fato de que podem ser objetos recém descobertos pelo IRAS e por isso ainda não foram observados no visível, ou de serem estrelas que possuem envoltórios muito espessos dificultando a observação fotosférica. Esses objetos foram classificados em nossa amostra como fontes infravermelhas dentre os quais 43 são possíveis estrelas variáveis (figura 2.4).

Para essa primeira amostra seria interessante portanto, determinar o tipo espectral através de observações na região visível do espectro. No entanto, para esse número elevado de objetos necessitaríamos de tempo de telescópio quase que exclusivo.

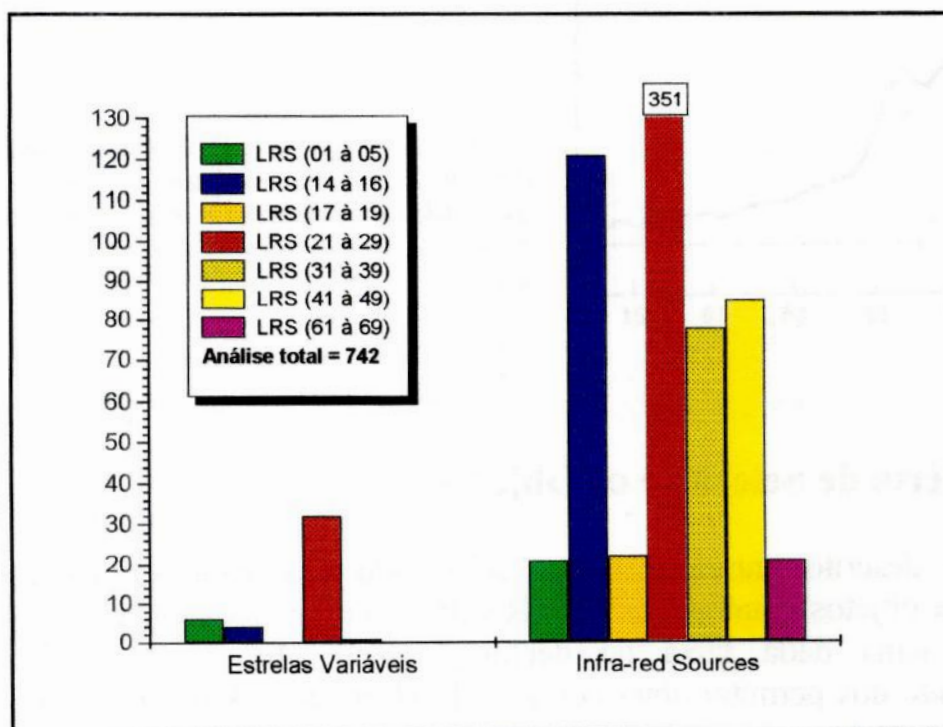


Figura 2.4 - Fontes infravermelhas (sem observações fotosféricas).

Das estrelas que já haviam sido previamente classificadas o maior número em nossa amostra foi das estrelas com envoltórios ricos em oxigênio, totalizando 881 objetos dos quais em 13 objetos obtivemos indicações de que a química que constitui a fotosfera parecia diferir da encontrada no envoltório circunstelar. A figura 2.5 apresenta nossos resultados dispostos segundo as classes espectrais.

Dentre as oxigenadas, os tipos M7, M5 e, principalmente, as M6 foram os mais abundantes, já o menor percentual dessa amostra foi devido aos tipos M1 e M2. A classificação LRS, desses objetos oxigenados, revelou que 62 objetos apresentaram espectros com baixa razão sinal/ruído, isto é, má qualidade, ou com espectros apresentando formas estranhas (LRS de 01 à 05), 305 objetos foram classificados como estrelas sem características no espectro infravermelho (LRS de 14 à 16), 209 objetos foram classificados como estrelas sem envoltórios circunstelares (LRS de 17 à 19), 281 objetos possuíam espectros em emissão, por volta dos 10 μm devido aos *Silicatos* (LRS de 21 à 29) e 11 objetos possuíam espectros em absorção (LRS de 31 à 39).

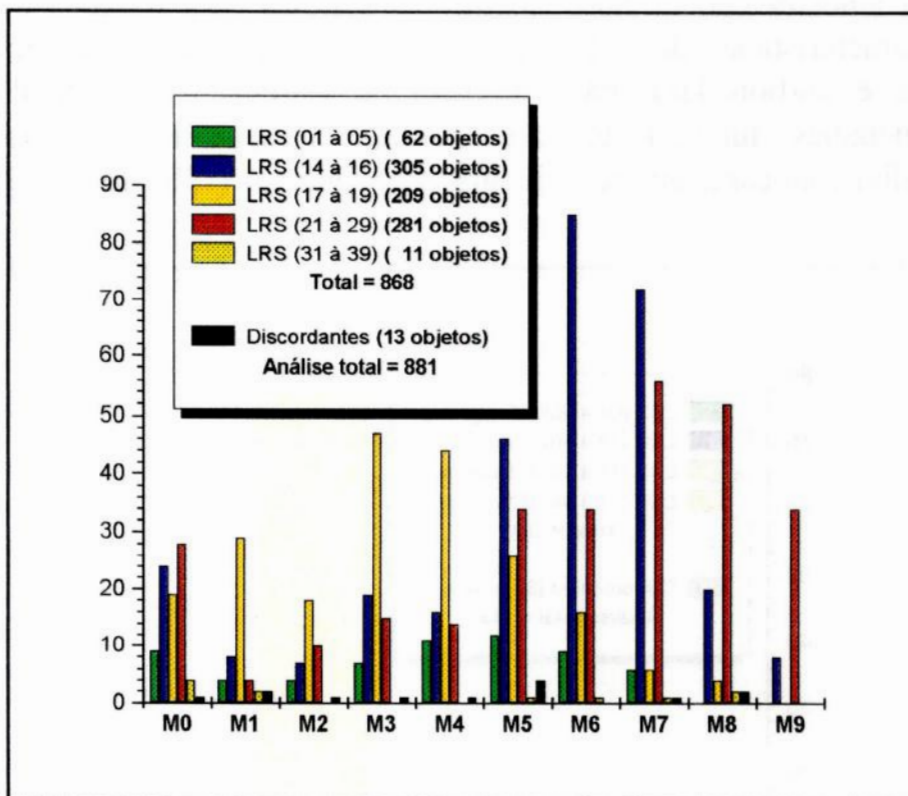


Figura 2.5 - Estrelas Oxigenadas.

No caso dos envoltórios ricos em carbono, obtivemos cerca de 116 objetos na amostra. Nessa amostra sugerimos que 8 objetos apresentam diferença entre a química da fotosfera e do envoltório circunstelar. Na figura 2.6 podemos ver a amostra dos objetos ricos em Carbono separados apenas devido as diferentes classes LRS. As estrelas carbonadas são encontradas na literatura possuindo classes espectrais que variam de R0-3-5-8-Na-Nb-Nc (classificação de Harvard) ou C0,1 à C9,5 (classificação proposta por Keenam & Morgan 1941). Obviamente existe uma correlação entre as duas classificações espectrais, mas

não é direta. Assim, nesse estudo, optamos por utilizar apenas a letra C para indicar a classe espectral das estrelas carbonadas.

A classificação LRS, desses objetos carbonados, revelou que 10 objetos apresentaram espectros com baixa razão sinal/ruído, isto é, má qualidade, ou com espectros apresentando formas estranhas (LRS de 01 à 05), 9 objetos foram classificados como estrelas sem características dominantes no espectro (LRS de 14 à 15), 11 objetos foram classificados como estrelas sem envoltórios circunstelares (LRS de 17 à 19) e, a maioria, 78 objetos possuíam espectros em emissão a 11 μm aproximadamente, devido ao SiC (LRS de 41 à 49).

De toda a amostra encontramos apenas 15 estrelas cuja química na fotosfera indicou características de estrelas do tipo S (tipo intermediário entre as oxigenadas e carbonadas). Essa amostra de estrelas S será analisada com maiores detalhes futuramente. As estrelas S apresentaram um espectro infravermelho com características de grãos de Silicatos (LRS de 21 à 29).

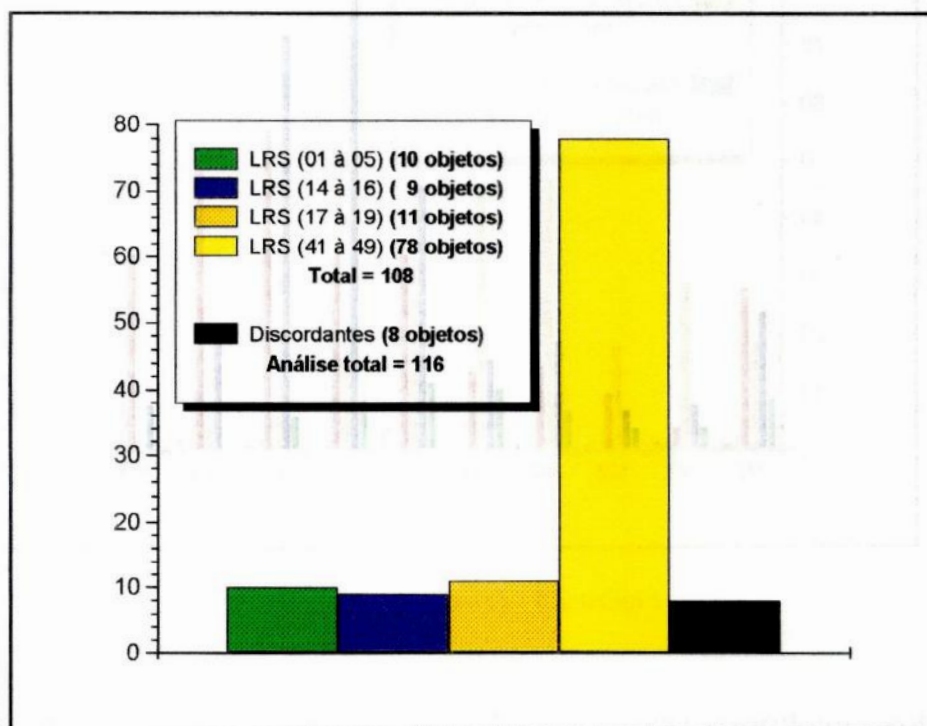


Figura 2.6 - Estrelas Carbonadas.

2.4.1 Casos discordantes.

Então, nosso estudo revelou que dentre os objetos que apresentam envoltórios ricos em oxigênio temos indicações de 13 casos discordantes e, dentre os objetos

que apresentam emissões características de grãos ricos em carbono teríamos 8 casos. Notem que esse estudo se concentra apenas na região de declinação sul.

Além desses casos verificamos a existência de 15 objetos classificados como estrelas S.

Na tabela 2.1 mostramos os 13 objetos selecionados que apresentaram a fotosfera rica em oxigênio e uma emissão proeminente de carbono no envoltório.

Estrela	IRAS	α (1950)	δ (1950)	V	Tipo Espectral	Poeira
V535 Ori	05208-0436	05:20:52.3	-04:36:58	10,9	M9e	LRS 43
GL 5196	06268+0849	06:26:51.1	+08:49:19	17	M1	LRS 42
RT Cnc	08555+1102	08:55:33.1	+11:02:22	7,52	M5	LRS 41
GL 4891	13205-1803	13:20:30.6	-18:03:51	-	M5	LRS 47
SY Oph	16521-2153	16:52:07.5	-21:53:25	-	M5	LRS 42
V2311 Oph	17269-2625	17:26:57.5	-26:25:46	-	M8	LRS 41
GL 1974	17273-2643	17:27:19.7	-26:43:12	-	M7	LRS 41
TM 20445	18093-2107	18:09:21.6	-21:07:19	-	M1	LRS 42
GL 2102	18135-1740	18:13:30.8	-17:40:08	-	M2	LRS 41
TM 20461	18155-1519	18:15:34.2	-15:19:26	-	M4	LRS 43
V2548 Sgr	18234-2206	18:23:27.7	-22:06:07	14,5	M?	LRS 45
FQ Sgr	19047-1706	19:04:43.1	-17:06:05	8.1	M8e	LRS 41
V1293 Aql	19306+0455	19:30:37.6	+04:55:10	6,7	M5	LRS 43

Tabela 2.1 - Objetos M discordantes.

Um exemplo de espectro infravermelho típico desses objetos M discordantes pode se visto na figura 2.7 para a estrela GL5196 cuja fotosfera é rica em oxigênio, apresentando bandas de óxidos, mas o seu envoltório foi classificado como rico em carbono.

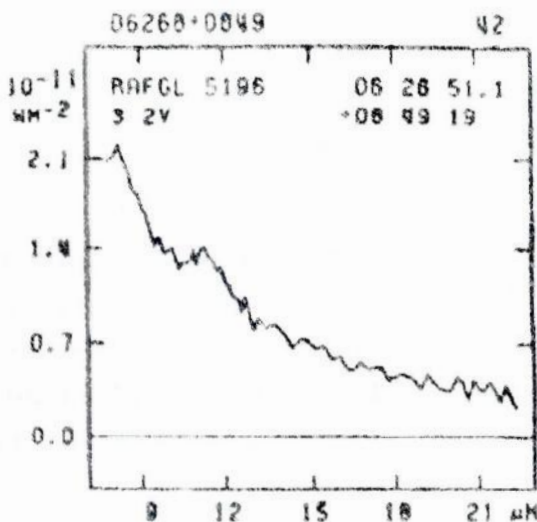


Figura 2.7 - espectro LRS de uma estrela oxigenada do tipo M1 com um envoltório rico em carbono (LRS 42). Na ordenada temos o fluxo dado em Watts por metro quadrado e na abscissa o comprimento de onda em μm .

Os casos opostos, isto é, os objetos que apresentaram uma fotosfera rica em carbono e uma emissão proeminente de oxigênio no envoltório podem ser vistos na tabela 2.2.

Estrela	IRAS	α (1950)	δ (1950)	V	Tipo Espectral	Poeira
TM20101	06391-2213	06:39:08.3	-22:13:47	9,6	Ce	LRS 23
BO CMa	07116-1936	07:11:37.7	-19:36:11	13,5	Nvar	LRS 32
BM Gem	07179+2505	07:17:55.2	+25:05:40	9,0	N	LRS 23
CS 1003	08002-3803	08:00:16.1	-36:54:36	10,3	C	LRS 27
MC79-11	08577-6035	08:57:45.6	-60:35:54	-	R	LRS 21
U Ant	10329-3918	10:32:58.9	-39:18:10	5,8	Nvar	LRS 21
FJF 270	18006-3213	18:00:37.1	-32:13:10	10,0	C	LRS 22
UV Aql	18562+1417	18:56:14.8	+14:17:38	8,39	C6	LRS 22

Tabela 2.2 - Objetos C discordantes.

Um exemplo de espectro infravermelho típico desses objetos C discordantes pode se visto na figura 2.8 para a estrela TMSS 20101 cuja fotosfera é rica em carbono, mas o seu envoltório foi classificado como rico em oxigênio.

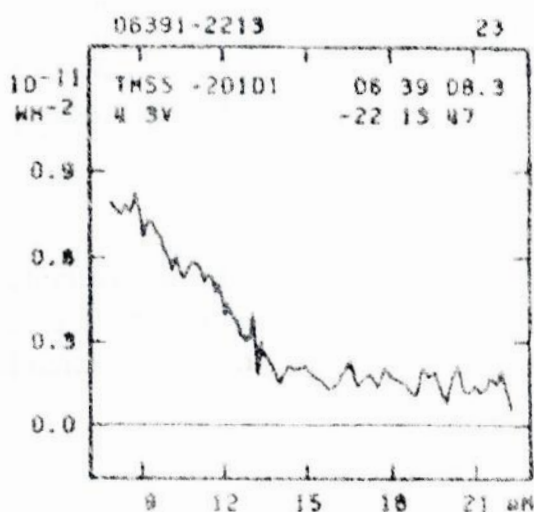


Figura 2.8 - espectro LRS de uma estrela carbonada do tipo Ce com um envoltório rico em oxigênio (LRS 23). Ordenada e abscissa com as mesmas unidades da figura 2.7.

2.5 Conclusões.

A amostra estudada conteve 1754 objetos selecionados dos quais a metade foi identificado como estrelas ricas em oxigênio. Das estrelas com envoltórios ricos em oxigênio cerca de 42% possuíam espectros em emissão em 10 μ m devido aos grãos de silicatos e apenas cerca de 1,6% apresentaram espectros em absorção. Os cerca de 58% restantes foram de objetos possuindo espectros com má

qualidade, ou apresentando formas estranhas ou até mesmo sem características espectrais dominantes.

As estrelas carbonadas resultaram de apenas 7% do total da amostra. A grande maioria, cerca de 74%, apresentaram espectros em emissão à aproximadamente 11 μm devido aos grãos de *SiC* e, apenas cerca de 3% em apresentaram espectros em absorção. A auto-absorção da característica espectral à 11,3 μm é observada em carbonadas extremas (Lorenz-Martins & Lefèvre, 1994). Das estrelas ricas em carbono, verificamos que em cerca de 9,5% não existe envoltórios ou se existe e muito tênue para ser detectado. Dos objetos carbonados cerca de 18% apresentaram espectros com má qualidade, apresentando formas estranhas ou sem características espectrais dominantes.

De toda a amostra em menos de 1% dos objetos a química na fotosfera indicou características de estrelas do tipo S (tipo intermediário entre as oxigenadas e carbonadas).

Cerca de 42,3% dos objetos selecionados da amostra total não possuíam uma classificação espectral definida, sugerindo o fato de que podem ser objetos recém descobertos pelo IRAS e por isso ainda não foram observados no visível, ou de serem estrelas que possuem envoltórios muito espessos dificultando a observação fotosférica. Essa amostra contendo cerca de 700 objetos poderá servir de apoio para um "survey", tanto para observações no visível (quando possível) quanto para obtenção de fotometria, a fim de determinar a classe espectral.

Apesar do estudo da evolução estelar estar bastante avançado, comparado a 50 anos atrás, ainda existem objetos que intrigam os pesquisadores, propondo cada vez mais, novas correções na teoria. As estrelas que apresentam características químicas distintas entre a fotosfera e o envoltório são alguns destes objetos. Nesse estudo tivemos indicações de 21 casos, dos quais 13 foram de objetos que apresentaram uma fotosfera rica em oxigênio mas com um envoltório enriquecido em carbono e, 8 foram de estrelas carbonadas com envoltórios ricos em oxigênio.

Assim, esse levantamento é de grande utilidade pois como dissemos, alguns estudos preliminares já mostraram a existência de casos onde a química presente no envoltório difere daquela encontrada na fotosfera. Nossos resultados indicam que os estágios finais de evolução de estrelas de baixa massa e massa intermediária ainda não são bem claros.

3

ANÁLISE ESPECTROSCÓPICA DA FOTOSFERA DAS GIGANTES VERMELHAS

3.1 Introdução.

Como apresentamos no capítulo 1, nas fases RGB e principalmente AGB, as estrelas de baixa massa e massa intermediária ($8 \leq M/M_{\odot} \leq 0.8$) vão sofrer processos de mistura, conhecidos como dragagens. Durante os processos de dragagens a matéria processada nos interiores estelar alcança a superfície, mudando as abundâncias superficiais das estrelas.

Uma vez em que esses objetos sofrem intensas perdas de massa, o estudo de sua composição química, tanto no visível quanto no infravermelho, é de grande importância para que possamos conhecer qual a contribuição desses objetos para o enriquecimento do meio interestelar

3.2 Objetos selecionados.

No capítulo 2 apresentamos um levantamento estatístico das estrelas do tipo tardio onde a química presente nos envoltórios de poeira (identificadas com base nos espectros de baixa resolução obtidos pelo o satélite IRAS, LRS-IRAS) e os tipos espectrais obtidos na literatura foram confrontados. Em alguns casos, tanto para estrelas oxigenadas quanto para carbonadas, tivemos uma indicação de discordância entre a química do envoltório e o tipo espectral (obtido na literatura).

Por outro lado, alguns autores têm sugerido uma classificação para os envoltórios de poeira dessas estrelas tardias, indicando, uma trajetória evolutiva segundo a emissão apresentada pelo LRS-IRAS. Dois trabalhos se destacaram nessa área. O primeiro por classificar envoltórios de diferentes estrelas oxigenadas, sugerindo que uma sequência de envoltórios oxigenados seria devido a diferentes tipos de grãos em cada fase, indicando uma variação da química constituinte (Little-Marenin & Little 1990, daqui por diante, LML). O segundo por tratar das mesmas características em estrelas carbonadas (Sloan et

al. 1998, daqui por diante, SLMP), ver figuras 3.1 e 3.2. Estes autores sugeriram também que cada tipo de característica espectral estava ligado a diferentes espécies de grãos. No caso das estrelas oxigenadas, modelos envolvendo algumas das sugestões apresentadas foram calculados por Lorenz-Martins & Pompéia (2000). No caso das carbonadas por Lorenz-Martins et al. (2000).

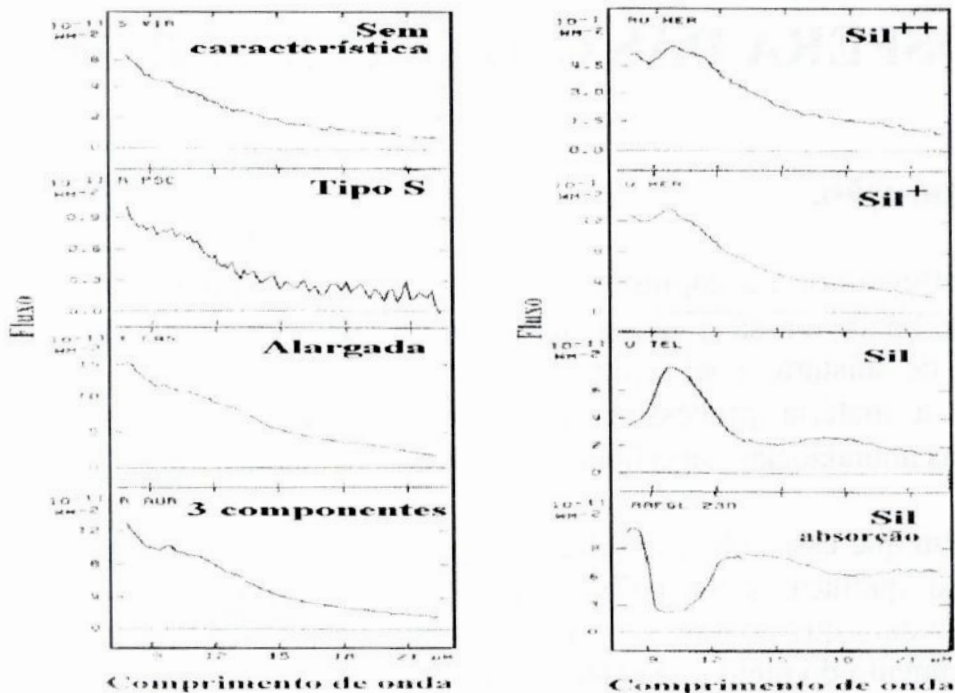


Figura 3.1 - Espectros infravermelhos de estrelas oxigenadas mostrando as características dos seus envoltórios circunstelares. Note a seqüência evolutiva sugerida devido ao acúmulo de silicato no envoltório (LML).

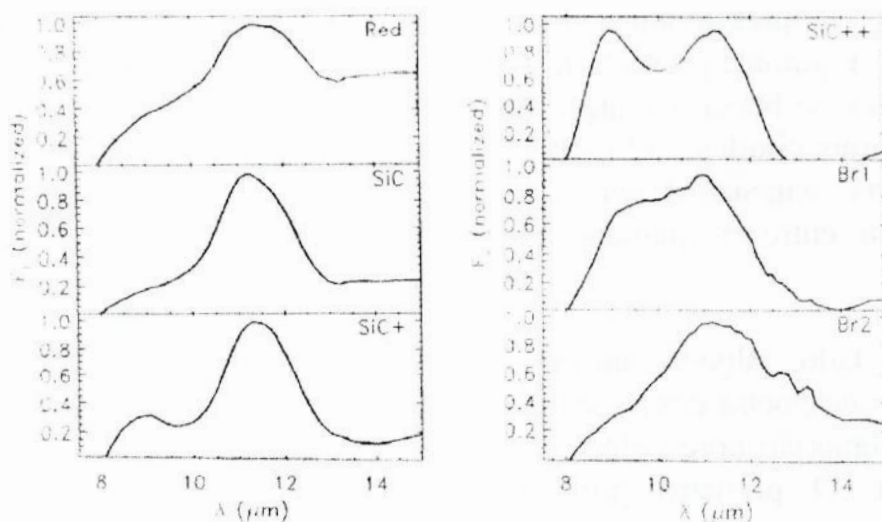


Figura 3.2 - Espectros infravermelhos de estrelas carbonadas mostrando as características dos seus envoltórios circunstelares. Note a seqüência evolutiva sugerida devido ao acúmulo de SiC no envoltório (SLMP).

3.3 Observações.

A fim de confirmar a natureza química na fotosfera das estrelas que apresentavam discordância foram realizadas observações espectroscópicas no visível. Assim, pudemos identificar as linhas atômicas e bandas moleculares presentes na atmosfera dessas estrelas. Além das estrelas discordantes, observamos parte das estrelas com classificação de envoltórios sugerida por LML e SLMP a fim de verificar se as estrelas com diferentes classes de envoltórios poderiam apresentar diferenças perceptíveis em suas fotosferas.

As observações foram realizadas no LNA (Laboratório Nacional de Astrofísica), pela Dra. Silvia Lorenz-Martins e Sérgio Pilling, e no ESO (European Southern Observatory) pela Dra. Silvia Lorenz Martins, Dr. Lício da Silva e Dr. Cláudio Bastos Pereira. As observações integram o projeto “Estudo Espectroscópico de Gigantes Oxigenadas e Carbonadas”, liderado pelo Dr. S. Codina Landaberry e com a colaboração da Dra. Silvia Lorenz Martins, Dr. Francisco Xavier de Araújo, Luciana Pompéia e Sergio Pilling. As Observações do ESO estão inseridas no acordo ESO-ON que teve início no segundo semestre de 1996. O projeto teve duração de 1,5 ano e foram observados cerca de **160 objetos** (ver apêndice) que posteriormente foram tratados e reduzidos (alguns ainda em andamento).

As observações realizadas no LNA foram obtidas no telescópio de 1.60m com foco Coudé em duas regiões espectrais diferentes. As regiões espectrais e dispersões utilizadas foram as seguintes: $\Delta\lambda \approx 400 \text{ \AA}$, com uma dispersão de $\sim 18 \text{ \AA/mm}$ com $\lambda_c = 6100 \text{ \AA}$ e com $\lambda_c = 6400 \text{ \AA}$. A lâmpada incandescente utilizada para a calibração em comprimento de onda foi a de Tório-Argônio.

As observações realizadas no ESO foram feitas com o espectrógrafo Boller and Chivens instalado no telescópio de 1.52m. Foi utilizado o foco Cassegrain ($f/14.9$) em três regiões espectrais diferentes. As regiões espectrais e dispersões utilizadas foram as seguintes: $\Delta\lambda = 3800 \text{ \AA}$, com uma dispersão de 126 \AA/mm e $\lambda_c = 5600 \text{ \AA}$ (# 23); $\Delta\lambda = 2000 \text{ \AA}$ com uma dispersão de 66 \AA/mm e $\lambda_c = 5900 \text{ \AA}$ (# 26a) e $\lambda_c = 4700 \text{ \AA}$ (# 26b); $\Delta\lambda = 900 \text{ \AA}$ com uma dispersão de 32 \AA/mm e $\lambda_c = 5050 \text{ \AA}$ (# 32). A lâmpada incandescente utilizada para a calibração em comprimento de onda foi a de Hélio-Argônio.

As regiões foram escolhidas a fim de obter o maior número de detalhes possíveis com a observação em baixa resolução e resolução intermediária. No caso dos espectros obtidos no LNA, as regiões escolhidas são regiões onde pode haver linhas e/ou bandas em absorção que também caracterizam o estágio evolutivo do objeto.

3.4 Redução das Imagens e Identificação das Características Espectrais.

O processo de Redução e tratamento das imagens foi feito usando o “Image Reduction and Analysis Facility - IRAF”. Os procedimentos foram os convencionais para o processo de redução espectroscópica, entre eles: extração de ruídos de fundo ou bias (obtido da média de várias exposições na noite de observação) através da rotina *ccdproc*. Também através desta rotina foi feita a divisão do espectro das estrelas pelo flat-filed normalizado (obtido também de várias exposições durante a noite de observação). A rotina *apall* foi utilizada para retirar a contribuição do céu e somar as colunas que contém a informação.

As lâmpadas utilizadas na calibração em comprimento de onda foram de Th-Ar para as observações do LNA e de He-Ar para as observações do ESO e as rotinas utilizadas foram a *identify* e a *reidentify*.

Para fazer a correção da massa de ar foi usada a rotina *setairmass*. Além disso, foram utilizadas estrelas padrão para fazer a calibração em fluxo ou sensibilidade utilizando as tarefas *standard*, *sensfunc* e *calib*.

Na identificação das características espectrais foram utilizados os trabalhos de Pearse & Gaydon (1976), Turnshek et al. (1985), Lorenz-Martins (1990), Jaschek et al. (1995), Barnbaum et al. (1996) e Cavalcanti (1998). Através das observações espectroscópicas em baixa resolução podemos detectar as bandas moleculares em absorção características de cada tipo de objeto, as quais são indicativas do estágio evolutivo em que se encontra o objeto estudado.

Nas figuras 3.3(a-c) mostramos alguns espectros ópticos em diferentes resoluções de estrelas oxigenadas obtidos a partir dos procedimentos mencionados anteriormente. Em destaque aparecem as principais bandas dessas estrelas. Nessas estrelas são observadas bandas devido às moléculas de *TiO* entre 6200 Å e 7900 Å no sistema vermelho que são as mais proeminentes e as da molécula de *VO* que podem ser detectadas entre 7300 Å e 8600 Å no sistema vermelho extremo.

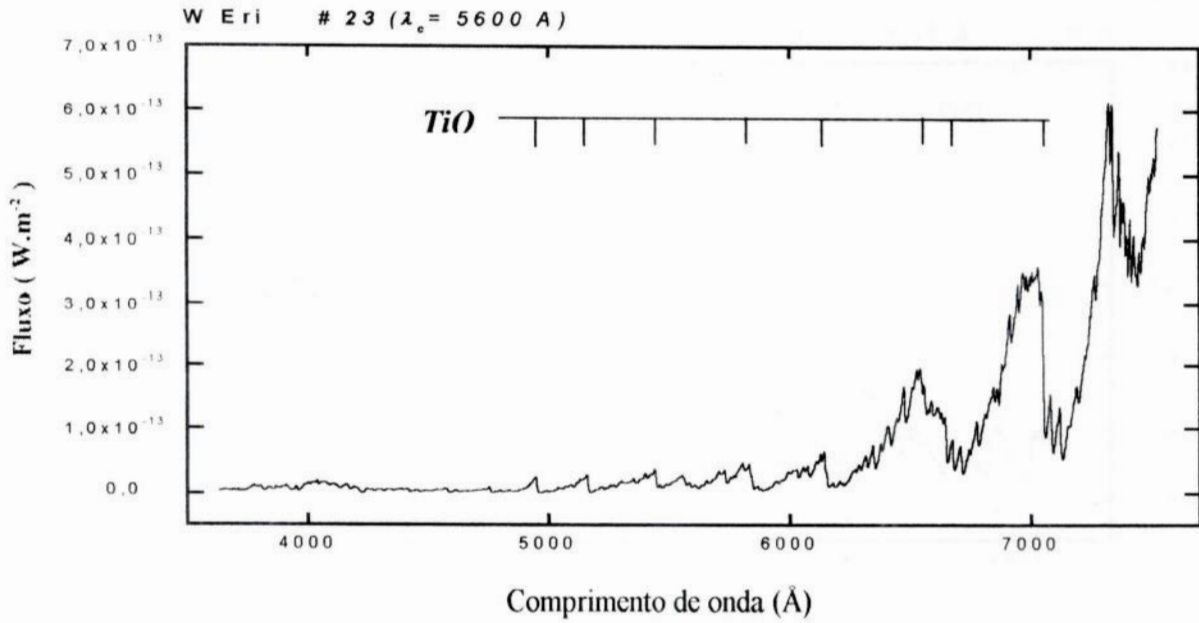


Figura 3.3a - Espectro óptico em baixa resolução (126 \AA/mm) com $\Delta\lambda = 3800 \text{ \AA}$ centrado em $\lambda = 5600 \text{ \AA}$ obtido no telescópio de 1.52m do ESO da estrela oxigenada W Eri. Note as Bandas de TiO no sistema vermelho.

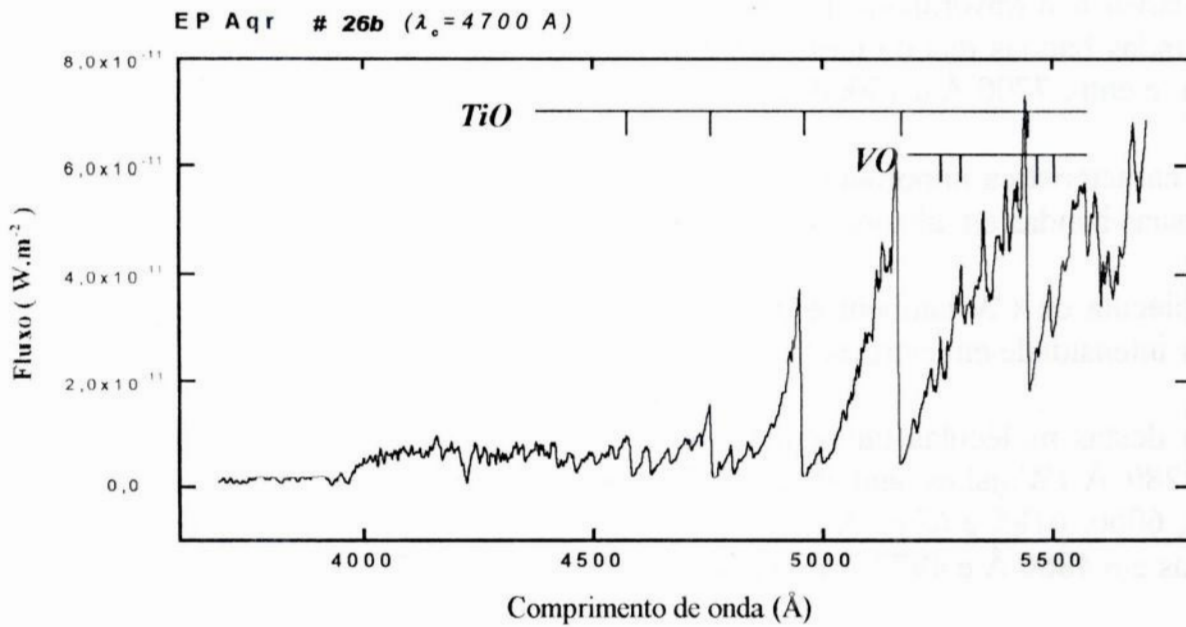


Figura 3.3b - Espectro óptico em baixa resolução (66 \AA/mm) com $\Delta\lambda = 2000 \text{ \AA}$ centrado em $\lambda = 4700 \text{ \AA}$ obtido no telescópio de 1.52m do ESO da estrela EP Aqr. Note as Bandas de TiO no sistema vermelho e as de VO no sistema vermelho extremo.

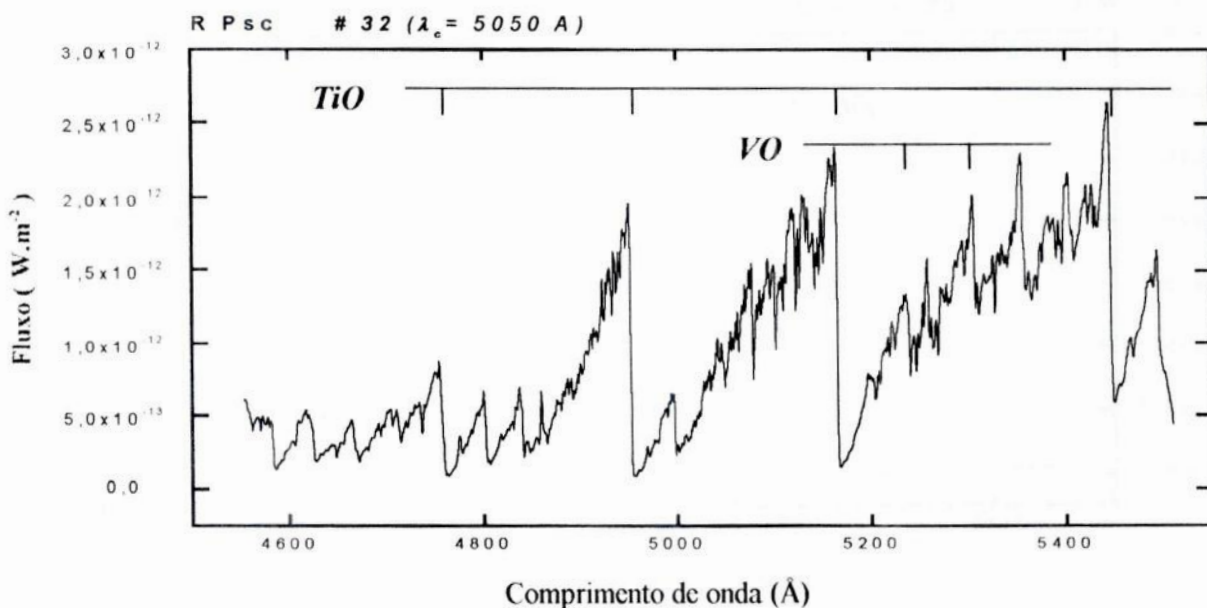


Figura 3.3c - Espectro óptico em resolução intermediária (32 Å/mm) com $\Delta\lambda = 900$ Å centrado em $\lambda = 5050$ Å obtido no telescópio de 1.52m do ESO da estrela R Psc. Com esse tipo de resolução é possível ver com bastante detalhe as Bandas de TiO no sistema vermelho e as de VO no sistema vermelho extremo.

No visível e infravermelho próximo dos espectros de estrelas carbonadas, são detectadas bandas das da molécula de C_2 entre 5600 Å e 6500 Å no sistema de Swan e entre 7700 Å e 15000 Å no sistema de Phillips.

Uma característica importante desta molécula é que, ao contrário da molécula de TiO, suas bandas em absorção encontradas nos espectros degradam para o azul.

A molécula de CN também é detectada a partir de 4500 Å até 19000 Å (com maior intensidade em estrelas C5-6) (Jaschek et al. 1995).

Além destas moléculas também se observam a molécula de CuH numa banda em 4280 Å (Wojslaw and Perry, 1976), a molécula de CaOH em bandas em 5900, 6066, 6185 e 6212 Å (Sanford, 1940) e a molécula de SiC₂ detectada em bandas em 4866 Å e 4977 Å (Wyckoff and Wehinger, 1976).

A figura 3.4 apresenta o espectro de uma estrela carbonada, IRAS 16374-3217, em baixa resolução (66 Å/mm) onde podemos observar as características mais proeminentes.

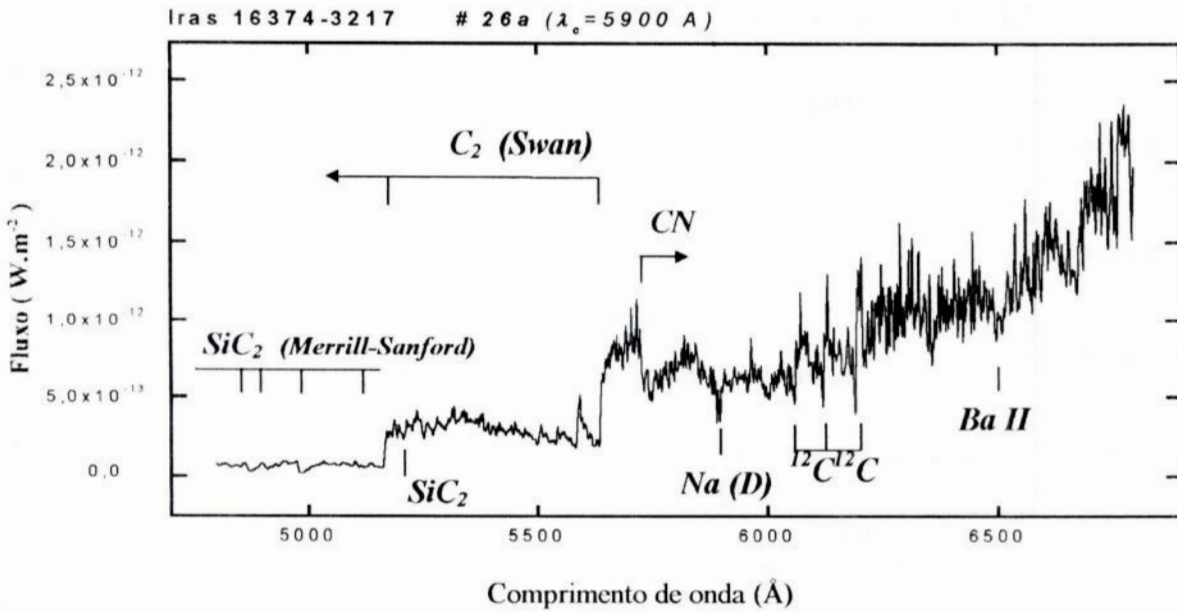


Figura 3.4 - Espectro óptico em baixa resolução (66 \AA/mm) com $\Delta\lambda = 2000 \text{ \AA}$ centrado em $\lambda = 5900 \text{ \AA}$ obtido no telescópio de 1.52m do ESO da estrela carbonada IRAS 16374-3217. Com esse tipo de resolução é possível identificar algumas linhas em absorção e as bandas do C_2 no sistema de Swan e do SiC_2 (Merrill-Sanford) e uma banda do CN em $\sim 5700 \text{ \AA}$.

3.5 Resultados.

Conforme descrito anteriormente, fizeram parte de nossa amostra as estrelas encontradas previamente como casos discordantes (capítulo 2) e também estrelas com classificação baseada somente nos envoltórios de poeira (LML e SLMP). Começaremos por apresentar os resultados centrados para as classes de envoltórios de poeira, e posteriormente para as estrelas discordantes.

3.5.1 Classes de Envoltórios.

A seguir apresentaremos alguns espectros ópticos de estrelas pertencentes a diferentes classes de envoltórios ricos em oxigênio, conforme sugerido por LML. Podemos notar nas figuras 3.5(a-f) que não há diferença significativa entre os espectros, ao menos com essa resolução (66 \AA/mm). Podemos observar as bandas de TiO e VO , algumas linhas do $Ca I$ e $Ca II$ (4226 \AA e 3933 \AA) e linhas da serie de Balmer para o hidrogênio.

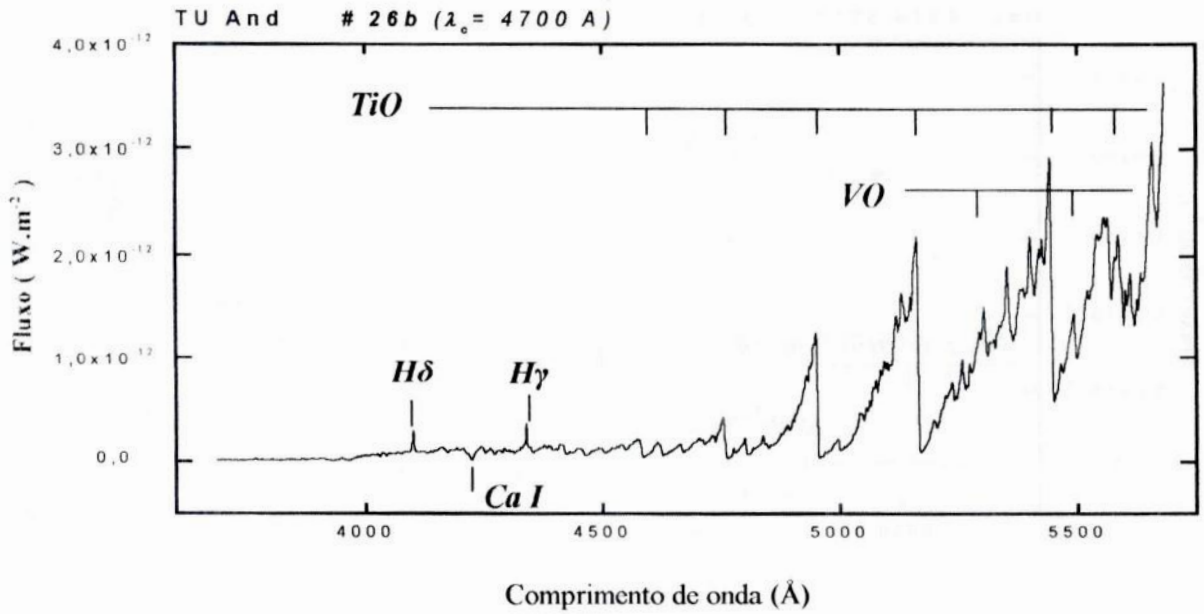


Figura 3.5a - Espectro óptico em baixa resolução (66 \AA/mm) com $\Delta\lambda = 2000 \text{ \AA}$ e centrado em $\lambda = 4700 \text{ \AA}$, obtido no telescópio de 1.52m do ESO da Estrela TU And (classe de envoltório: Sem característica).

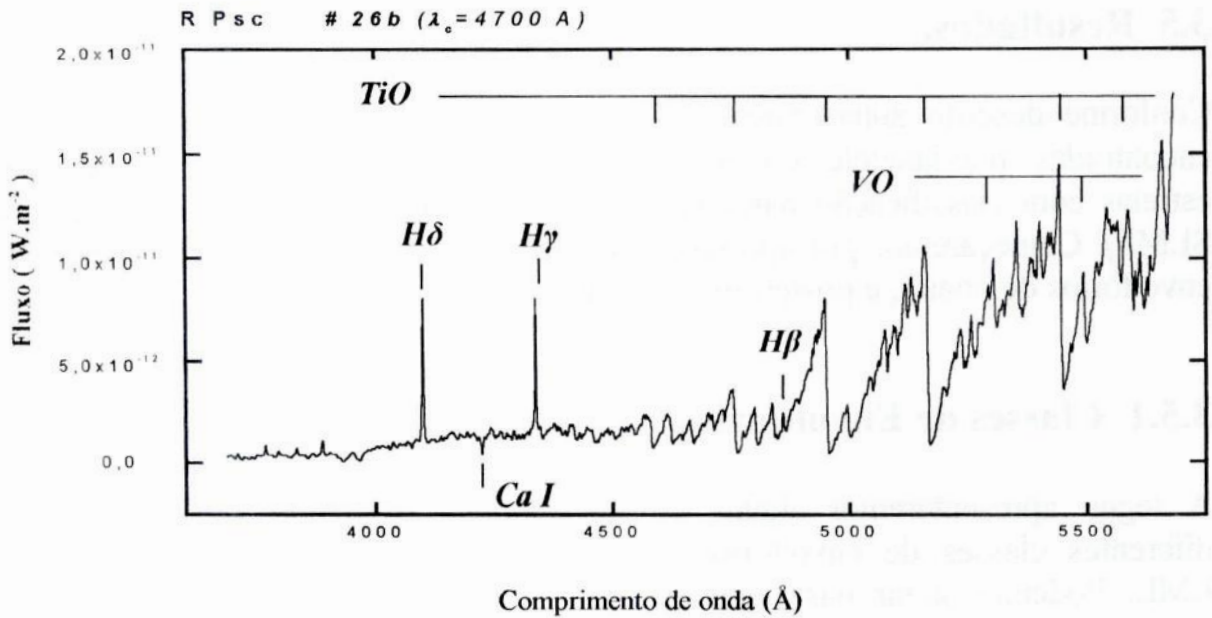


Figura 3.5b - Espectro óptico em baixa resolução (66 \AA/mm) com $\Delta\lambda = 2000 \text{ \AA}$ e centrado em $\lambda = 4700 \text{ \AA}$, obtido no telescópio de 1.52m do ESO da estrela R Psc (classe de envoltório: Tipo S).

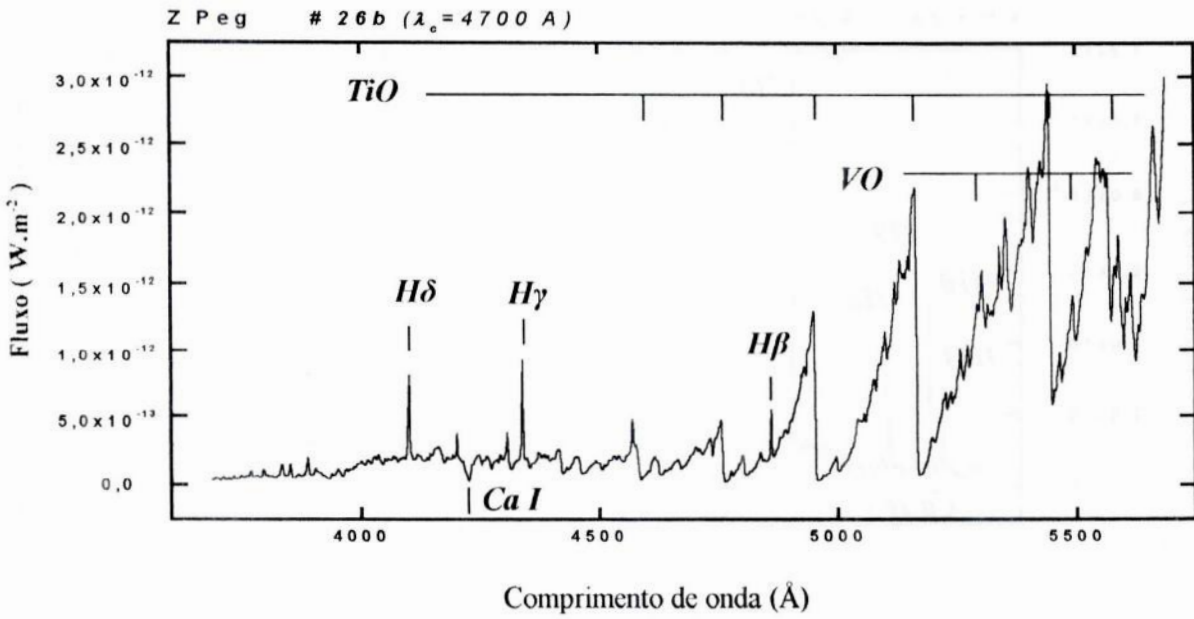


Figura 3.5c - Espectro óptico em baixa resolução (66 Å/mm) com $\Delta\lambda = 2000 \text{ \AA}$ e centrado em $\lambda = 4700 \text{ \AA}$, obtido no telescópio de 1.52m do ESO da Estrela Z Peg (classe de envoltório: Alargada).

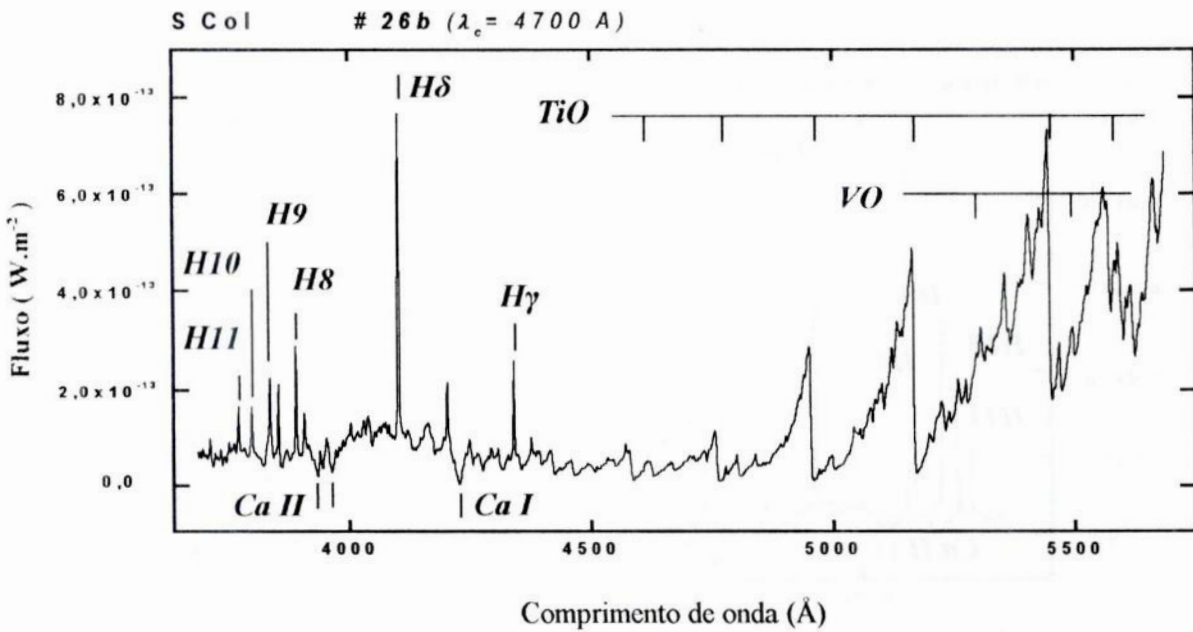


Figura 3.5d - Espectro óptico em baixa resolução (66 Å/mm) com $\Delta\lambda = 2000 \text{ \AA}$ e centrado em $\lambda = 4700 \text{ \AA}$, obtido no telescópio de 1.52m do ESO da estrela S Col (classe de envoltório: 3 componentes).

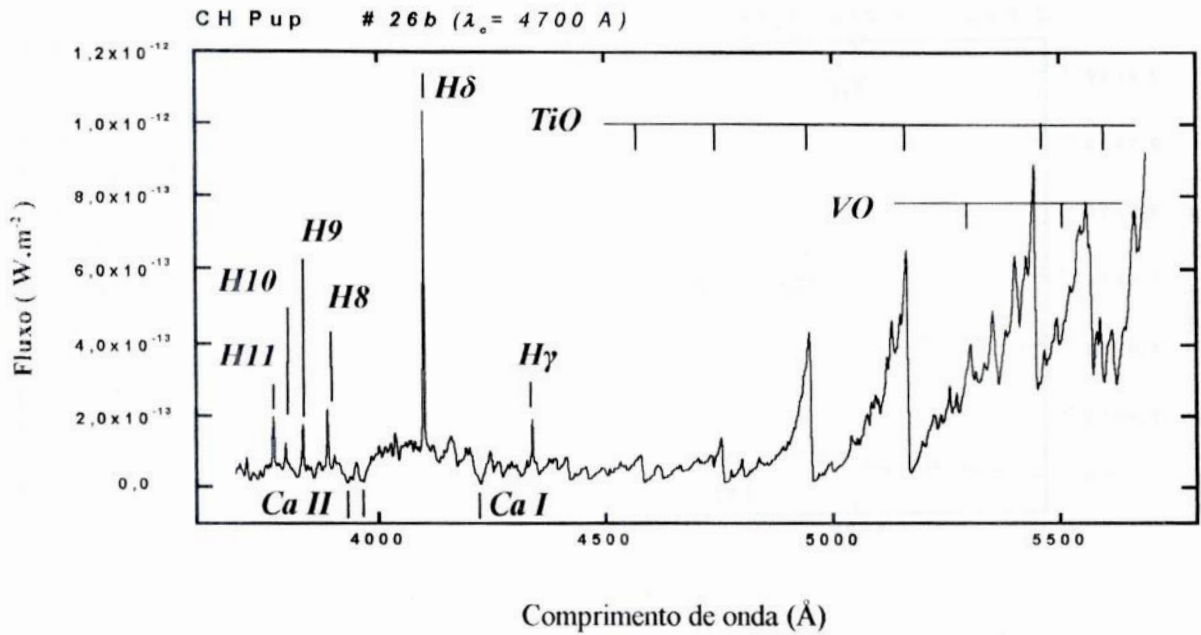


Figura 3.5e - Espectro óptico em baixa resolução (66 \AA/mm) com $\Delta\lambda = 2000 \text{ \AA}$ e centrado em $\lambda = 4700 \text{ \AA}$, obtido no telescópio de 1.52m do ESO da Estrela CH Pup (classe de envoltório: SiI^{++}).

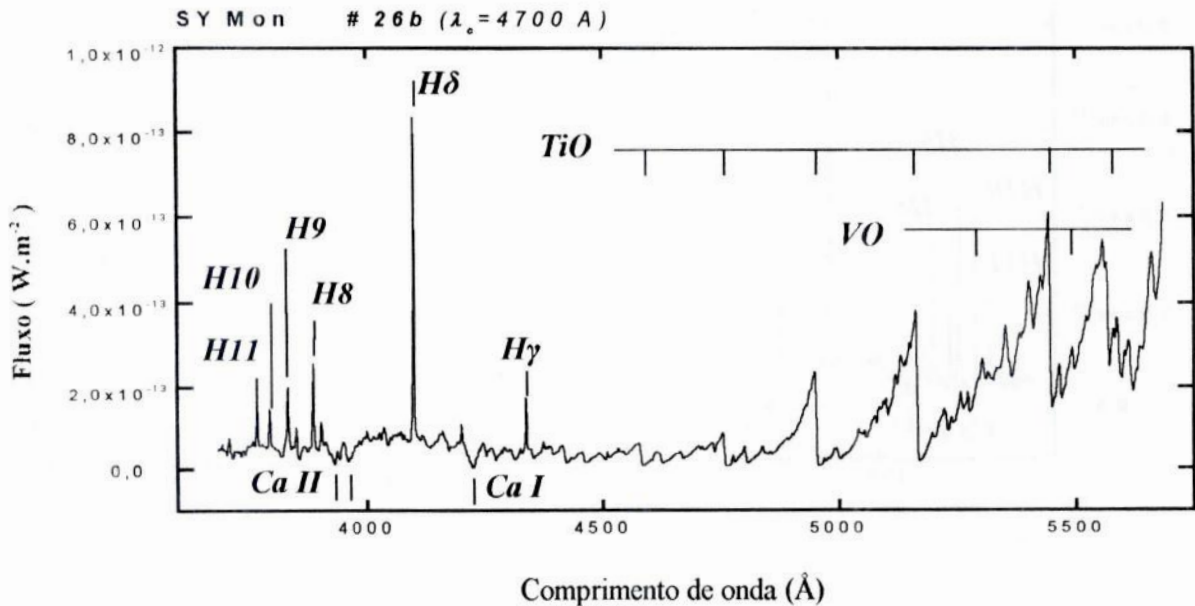


Figura 3.5f - Espectro óptico em baixa resolução (66 \AA/mm) com $\Delta\lambda = 2000 \text{ \AA}$ e centrado em $\lambda = 4700 \text{ \AA}$, obtido no telescópio de 1.52m do ESO da Estrela SY Mon (classe de envoltório: SiI^+).

No caso das classes de envoltórios ricos em carbono conforme sugerido por SLMP, os dados encontram-se em fase de redução. No entanto, imaginamos baseados nos resultados encontrados para as oxigenadas, que não seremos capazes de detectar diferenças significativas utilizando dispersões dessa ordem. Entretanto, esse estudo prévio é necessário para encontrarmos as regiões menos afetadas pelas bandas moleculares a fim de realizar uma análise mais precisa nessas regiões.

3.5.2 Casos Discordantes.

No caso da amostra de estrelas oxigenadas discordantes, confirmamos a natureza oxigenadas de suas fotosferas, o mesmo ocorreu com as carbonadas.

A amostra inicial de estrelas oxigenadas com química discordante era composta de 13 objetos. Entretanto, 10 destes objetos tiveram suas classificações mal feitas, na maioria dos casos por causa da baixa razão sinal/ruído das observações. Seus espectros LRS foram re-classificados como sendo de origem oxigenada (Kwok et al. 1997).

Podemos ver na tabela abaixo os 3 objetos oxigenados discordantes que persistiram com a diferença entre a química encontrada na fotosfera e no envoltório e logo em seguida a discussão desses resultados.

Estrela	IRAS	α (1950)	δ (1950)	V	Tipo Espectral	Pocira	REDE
V535 Ori	05208-0436	05:20:52.3	-04:36:58	10.9	M9e	LRS43	#23, #26a, #32
GL 5196	06268+0849	06:26:51.1	+08:49:19	17	M1	LRS42	#23
FQ Sgr	19047-1706	19:04:43.1	-17:06:05	8.1	M8c	LRS41	#26a

Tabela 3.1 - Objetos Selecionados com a fotosfera rica em O mas com emissão proeminente de C no envoltório.

Para as estrelas FQ Sgr e V535 Ori podemos dizer com certeza que seus espectros são característicos de estrelas ricas em oxigênio, resta então tentar entender a diferença entre a química da fotosfera e do envoltório. Na verdade, FQ Sgr foi classificada por LML como pertencendo a classe "alargada". As estrelas desta classe podem ter seus envoltórios modelados com sucesso utilizando-se para isso grãos de Al_2O_3 (*corundum*, sendo portanto rico em oxigênio) conforme sugerido por Lorenz-Martins & Pompéia (2000). V535 Ori não foi classificada por LML, mas aparece em um estudo realizado por Groenewegen (1994). Neste trabalho, o autor sugere que a estrela apresenta uma

emissão entre 9,4 e 14 μm o que muito parecida com aquela encontrada para a classe "alargada". Portanto sugerimos que esta estrela também possa ser modelada com grãos de corundum tendo, portanto um envoltório composto de oxigênio.

Finalmente, a estrela GL5196 não foi classificada previamente e maiores estudos devem ser realizados a fim de esclarecer a natureza química de seu envoltório e também de sua fotosfera. O espectro por nós obtido assemelha-se a um espectro de estrela carbonada inicial, ou até mesmo o de uma SC. Para uma determinação precisa do tipo espectral desse objeto seria necessário a obtenção de espectros com alta resolução o que não foi a proposta para esse estudo.

Nas figuras 3.6a temos o espectro óptico da estrela V535 Ori e podemos observar as suas intensas bandas moleculares devido ao TiO. A figura 3.6b apresenta o espectro óptico da estrela GL5196. Essa estrela está classificada como tendo tipo espectral M1 e envoltório rico em carbono.

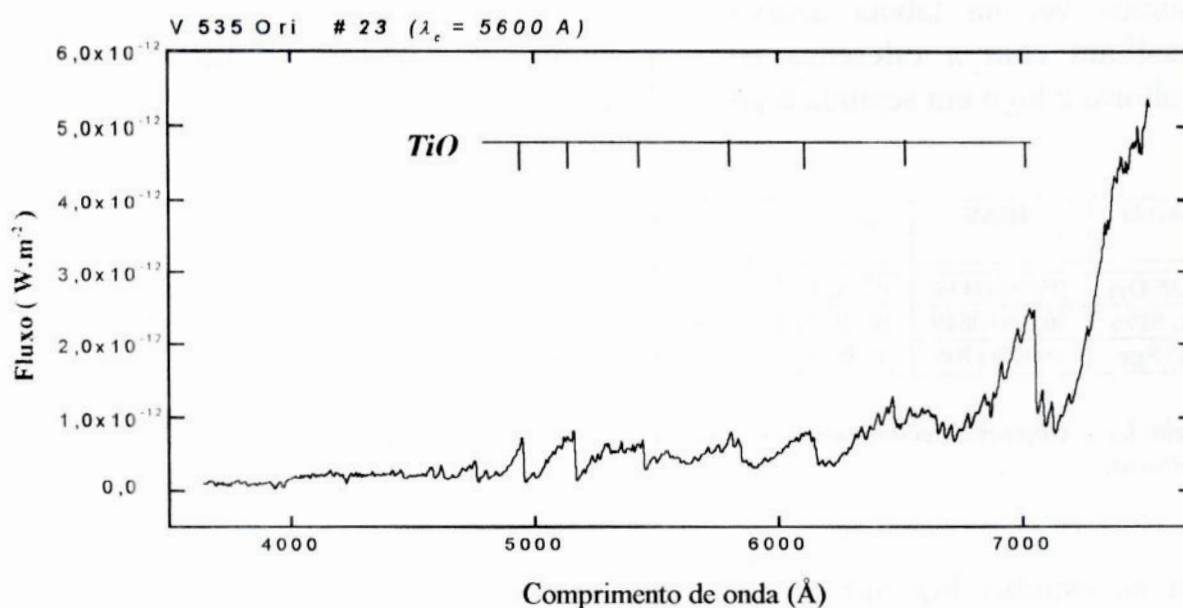


Figura 3.6a - Espectro óptico em baixa resolução (126 \AA/mm) com $\Delta\lambda = 3800 \text{ \AA}$ centrado em $\lambda = 5600 \text{ \AA}$ obtido no telescópio de 1.52m do ESO da estrela oxigenada discordante V535 Ori. Note as bandas de TiO no sistema vermelho.

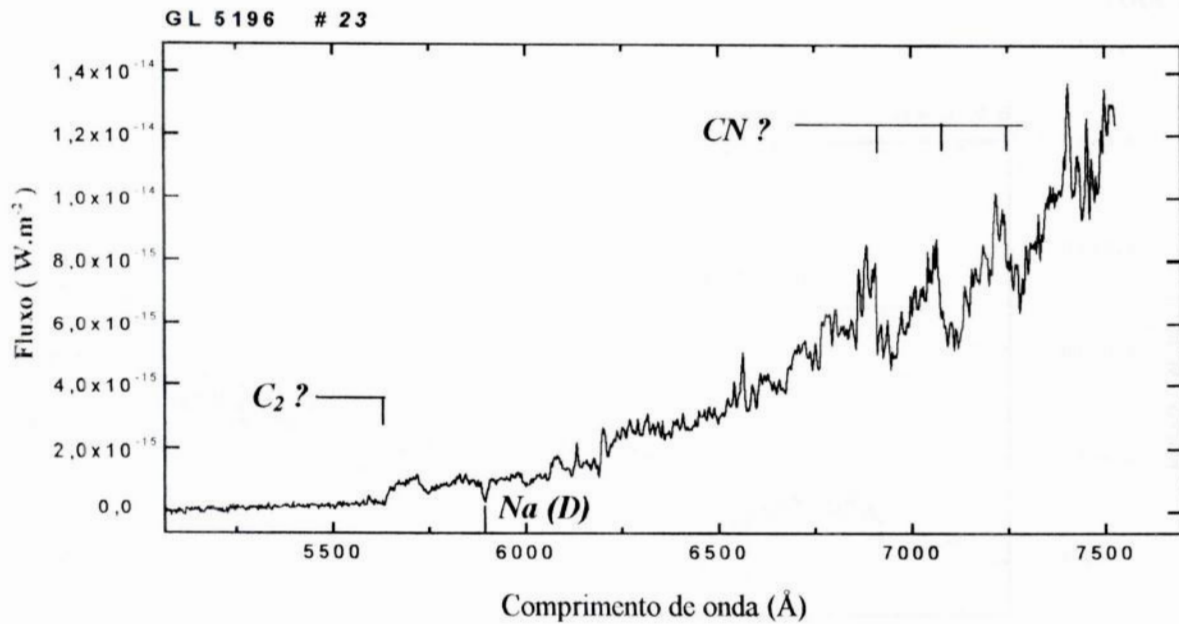


Figura 3.6b - Espectro óptico em baixa resolução (126 \AA/mm) com $\Delta\lambda = 3800 \text{ \AA}$ centrado em $\lambda = 5600 \text{ \AA}$ obtido no telescópio de 1.52m do ESO da estrela oxigenada discordante GL5196 Ori. Espectro muito ruidoso nos comprimentos de onda abaixo de 5000 \AA .

Os objetos carbonados discordantes que persistiram com a diferença entre a química encontrada na fotosfera e no envoltório podem ser vistos na tabela abaixo.

Estrela	IRAS	α (1950)	δ (1950)	V	Tipo Espectral	Poeira	REDE
TM20101	06391-2213	06:39:08.3	-22:13:47	9,6	Ce	LRS 23	#23, #26b, #32
BO CMa	07116-1936	07:11:37.7	-19:36:11	13,5	Nvar	LRS 32	#23, #26a, #26b, #32
BM Gem	07179+2505	07:17:55.2	+25:05:40	9,0	N	LRS 23	#23, #32, #26a
CS 1003	08002-3803	08:00:16.1	-36:54:36	10,3	C	LRS 27	#23, #32, #26a
MC79-11	08577-6035	08:57:45.6	-60:35:54	-	R	LRS 21	#23, #32, #26a
U Ant	10329-3918	10:32:58.9	-39:18:10	5,8	Nvar	LRS 21	#23, #26a, #32
FJF 270	18006-3213	18:00:37.1	-32:13:10	10,0	C	LRS 22	#26a

Tabela 3.2 - Objetos Selecionados com a fotosfera rica em C mas com emissão proeminente de O no envoltório.

Na figura 3.7 mostramos o espectro da estrela carbonada discordante BM Gem a qual possui um envoltório rico em oxigênio. Nessa figura é possível ver claramente a presença das bandas moleculares características de uma estrela carbonada, tais como as bandas do C_2 do sistema de Swan à 5125 \AA e 5635 \AA . O mesmo ocorre para as outras estrelas carbonadas discordantes de nossa amostra.

Tais resultados serão publicados posteriormente (Lorenz-Martins & Pilling, 2000).

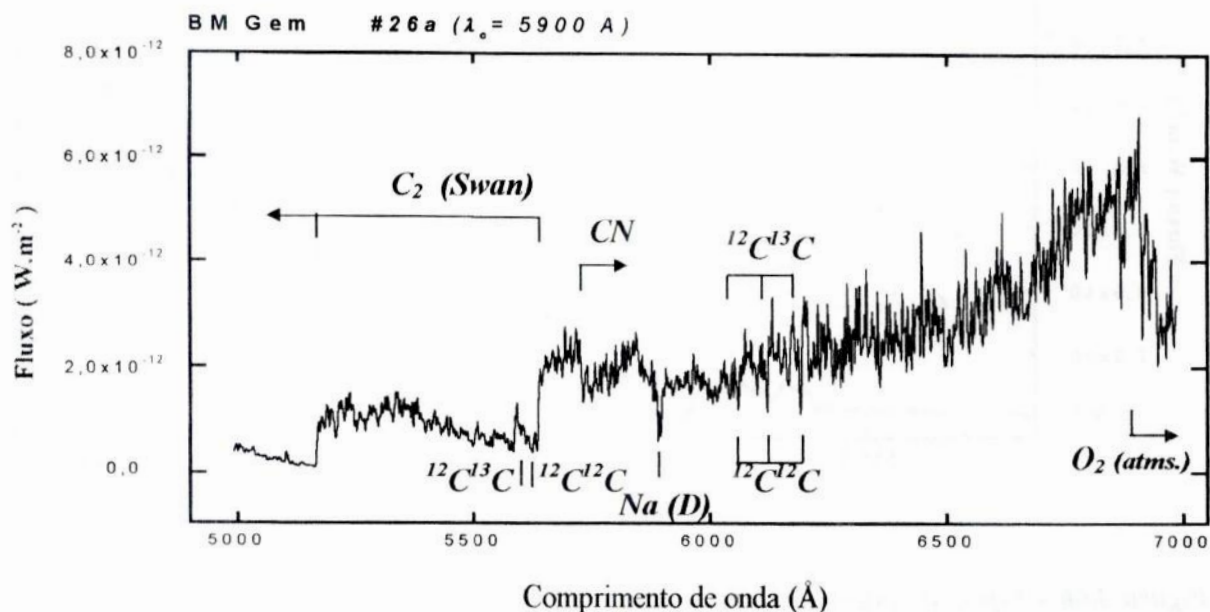


Figura 3.7 - Espectro óptico em baixa resolução (66 \AA/mm) com $\Delta\lambda = 2000 \text{ \AA}$ centrado em $\lambda = 5900 \text{ \AA}$ obtido no telescópio de 1.52m do ESO da estrela carbonada discordante BM Gem. Com esse tipo de resolução é possível identificar algumas linhas em absorção e as bandas do C_2 no sistema de Swan e uma banda do CN em $\sim 5700 \text{ \AA}$. Também é possível identificar as bandas isotópicas, $^{12}C^{12}C$ e $^{12}C^{13}C$.

Essas estrelas parecem pertencer a uma classe conhecida como *estrelas J*. Tais objetos apresentam intensas bandas do ^{13}C . Essas bandas também podem ser vistas na figura acima.

3.6 Conclusões.

Na amostra contendo objetos das listas de LML e SLMP não foram encontradas diferenças significativas nos espectros ópticos das estrelas pertencentes as diferentes classes de envoltórios, nas regiões observadas. Portanto parece existir um processo evolutivo inerente ao envoltório, talvez envolvendo reações químicas particulares nesses meios.

Algumas das estrelas com classificação LRS IRAS como tendo envoltórios ricos em carbono, para as quais encontramos bandas de óxidos no visível podem ser interpretadas como uma má classificação do IRAS. Para três delas a situação é um pouco diferente. FQ Sgr e V535 Ori que apresentaram fotosferas típicas de estrelas oxigenadas tiveram a existência de oxigênio em seus envoltórios comprovada pelos trabalhos de LML e Groenewegen (1994), respectivamente.

Embora a presença de Al_2O_3 no envoltório da estrela V535 não seja tão evidente como no envoltório da estrela FQ Sgr (LML), Groenewegen (1994) sugere que essa estrela apresenta uma emissão entre 9,4 μm e 14 μm o que muito parecida com aquela encontrada para a classe "alargada" dos objetos de LML. Portanto sugerimos que esta estrela também possa ser modelada com grãos de corundum tendo, portanto um envoltório composto de oxigênio.

A estrela GL 5196 não foi classificada previamente e maiores estudos devem ser realizados a fim de esclarecer a natureza química de seu envoltório e também de sua fotosfera. Como neste caso temos apenas um espectro em baixa resolução, antes de uma conclusão precipitada, devemos tentar obter espectros em outras regiões espectrais e também em alta resolução. Por outro lado, estudos da componente gasosa do envoltório também nos ajudariam na determinação mais precisa de sua natureza.

No caso das carbonadas discordantes, o problema é outro. Além dos grãos serem ricos em oxigênio, o gás também o é. Foram feitas observações nos comprimentos de onda radio e foram detectadas moléculas de SiO, indicando a presença de oxigênio também na fase gasosa. Assim, essas estrelas formam um grupo à parte: estrelas cuja fotosfera é rica em carbono com envoltórios ricos em oxigênio (Lorenz-Martins & Pilling, 2000).

Em todos os casos, este é um tipo de análise preliminar mas necessária se desejarmos conhecer o comportamento das estrelas nas suas diferentes fases de luminosidade e também se desejarmos conhecer as regiões mais livres de bandas moleculares. Obviamente a determinação precisa da fase evolutiva da estrela dependerá de uma análise mais precisa a qual necessita de espectros em alta resolução e um método de determinação de abundâncias acurado, como por exemplo a síntese espectral.

4

ESTUDO DAS PROPRIEDADES ÓPTICAS DOS GRÃOS NUCLEADOS NOS ENVOLTÓRIOS DE ESTRELAS FRIAS

4.1 Introdução

A predição teórica da presença de grãos nos envoltórios das estrelas frias já data de muito tempo (Gilman 1969). Os envoltórios ricos em oxigênio seriam responsáveis pela produção de grãos de *silicatos* e *óxidos* e, estrelas carbonadas formariam grãos compostos de carbono (*grafite*, *carbono amorfo*, SiC , SiS_2). Uma primeira confirmação observacional foi feita logo em seguida por Hackwell (1972), Treffers & Cohen (1974) entre outros. Entretanto foi com as observações feitas pelo satélite IRAS que o estudo dos envoltórios de poeira ganhou mais base.

Então, nesse capítulo, apresentamos um estudo do comportamento das diferentes espécies de grãos que podem se condensar nestes envoltórios. Este estudo foi feito utilizando a Teoria de Mie (Mie 1908) a qual descreve a difração da luz por partículas sólidas em um líquido ou gás homogêneo, com base nas equações de Maxwell. Posteriormente ao trabalho de Mie, que foi o primeiro trabalho rigoroso tratando da interação da radiação com sólidos em suspensão, Van de Hulst (1957) fez os principais desenvolvimentos da teoria, até chegar na forma que é hoje utilizada.

4.2 Teoria de Mie

O problema básico descrito pela teoria de Mie é o de uma onda eletromagnética plano-polarizada que incide em uma esfera de raio a e índice de refração complexo m . Parte da energia incidente é perdida sendo espalhada para fora do feixe incidente e parte dessa energia é absorvida pela esfera.

O comportamento do índice de refração m em função do comprimento de onda é exemplificado nas figuras abaixo. A primeira para grãos de Al_2O_3 "*alumina*", previstos de se condensarem em envoltórios ricos em oxigênio (Koike, 1995) e,

a segunda, para grãos de FeS , previstos de se condensarem em envoltórios ricos em carbono (Begemann et al. 1994).

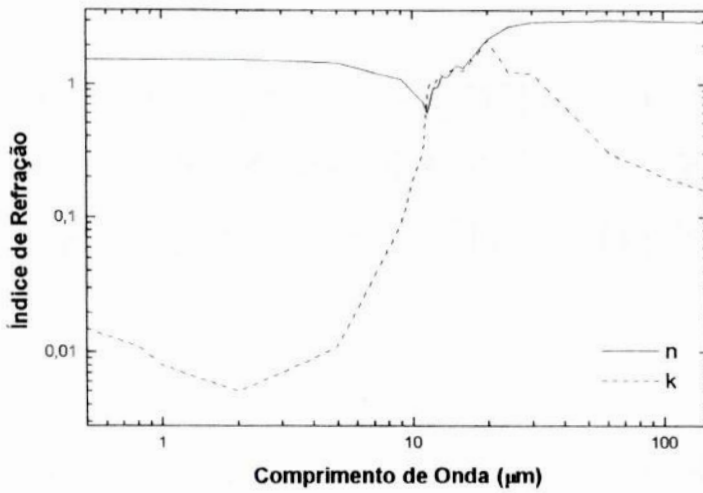


Figura 4.1a - Comportamento do índice de refração complexo em função do comprimento de onda do grão Al_2O_3 (constantes ópticas ou índices de refração obtidos por Koike, 1995).

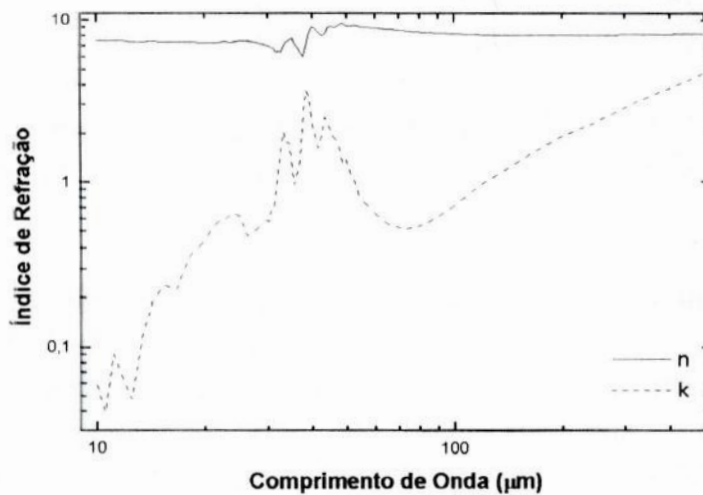


Figura 4.1b - Comportamento do índice de refração complexo em função do comprimento de onda do grão FeS (constantes ópticas obtidas por Begemann et al. 1994).

As propriedades de espalhamento de uma esfera de raio a para a radiação plano-polarizada de comprimento de onda λ , podem ser determinadas em termos de dois parâmetros:

$$x = 2\pi a / \lambda \tag{4.1}$$

e

$$m = n - ik = \sqrt{\epsilon - 2i\sigma\lambda/c} \tag{4.2}$$

onde n é o índice de refração, k é o índice de absorção, c é a velocidade da luz, ϵ é a constante dielétrica e σ é a condutividade óptica do grão.

Além disso, definimos uma eficiência de extinção (Q_{ext}) de tal forma que:

$$Q_{ext} = Q_{abs} + Q_{sca}$$

onde Q_{abs} e Q_{sca} são as eficiências de absorção e de espalhamento, respectivamente.

Assim, a teoria de Mie relaciona a distribuição das eficiências de extinção, absorção e espalhamento em um intervalo de comprimento de onda para um determinado conjunto de índices de refração, o qual depende da composição química da partícula

As soluções encontradas para as eficiências são:

$$Q_{sca} = \frac{2}{x^2} \sum_{n=1}^{\infty} (2n+1) [|a_n|^2 + |b_n|^2]$$

$$Q_{ext} = \frac{2}{x^2} \sum_{n=1}^{\infty} (2n+1) \text{Re}(a_n + b_n)$$

onde os coeficientes a_n e b_n são expressos através de funções de Riccati-Bessell e de m . Maiores detalhes sobre a teoria de Mie podem encontradas em Wicramasinghe (1973), por exemplo.

Podemos ver nas figuras 4.2a e 4.2b alguns resultados obtidos utilizando a teoria de Mie para grãos de SiS_2 , previstos de se condensarem em envoltórios ricos em carbono (Begemann et al. 1996).

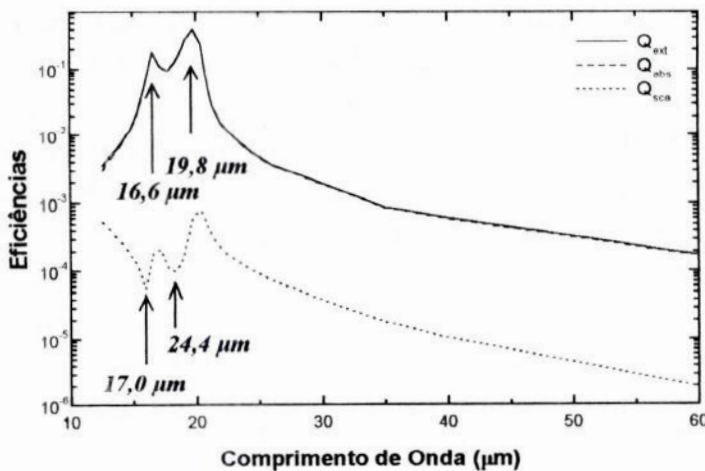


Figura 4.2a - Comportamento das eficiências de extinção, absorção e espalhamento do grão de SiS_2 com um diâmetro de 8000 \AA . Constantes ópticas obtidas por Begemann et al. 1996.

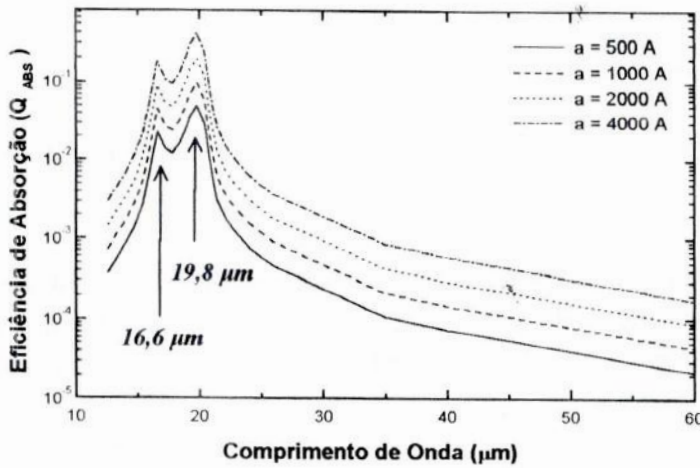


Figura 4.2b - Variação da eficiência de absorção do grão de SiS_2 com a variação do tamanho do grão. Constantes ópticas obtidas por Begemann et al. 1996.

Notamos nas figuras acima que o grão SiS_2 apresenta uma característica bastante peculiar. As eficiências Q_{ext} e Q_{abs} mostraram dois máximos, um em $16,6 \mu m$ outro em $19,8 \mu m$, este com maior intensidade. Já Q_{sca} mostrou dois mínimos, um em $16,0 \mu m$ outro em $18,4 \mu m$, e dois máximos, um em $17,0 \mu m$ outro em $24,4 \mu m$ (figura 4.2a). Também observamos que quanto maior for o valor do tamanho do grão, maior será o valor da Q_{abs} (figura 4.2b), isso não é surpreendente pois as eficiências são inversamente proporcionais a a^2 .

Em geral, como esperado, as eficiências de absorção e espalhamento serão afetadas pelo tamanho dos grãos a e pelas propriedades ópticas (n e k) da espécie química em questão.

4.3 As Espécies de Grãos

Como dissemos, a idéia inicial era de estudar o comportamento das diferentes espécies químicas de grãos, as quais são previstas se condensarem nos envoltórios de estrelas evoluídas frias. Além disso, após as observações feitas pelos satélites IRAS e ISO na região do infravermelho, foram descobertas algumas características espectrais para as quais não há ainda uma identificação conclusiva (Volk et al. 1999). Nesse trabalho os autores apresentam espectros LRS-IRAS de 8 fontes com emissão centrada em $21 \mu m$. Tais fontes são identificadas como estrelas pós-AGB, ou seja estrelas que estão deixando o ramo assintótico das gigantes. Já que, tanto as estrelas ricas em carbono quanto às ricas em oxigênio evoluem pela fase pós-AGB, e os grãos presentes nestes envoltórios podem ser ricos em carbono ou em oxigênio. Assim, temos o interesse em verificar que espécies químicas poderiam produzir tal emissão, além de estudar os grãos reconhecidamente presentes nestes meios.

Com o auxílio dos códigos que calculam a Teoria de Mie bem como descrevem a transferência radiativa nos envoltórios de poeira (Lorenz Martins 1995), calculamos as eficiências de extinção, espalhamento, absorção, o albedo, etc. para diversas espécies químicas.

As espécies previstas de se condensarem em envoltórios ricos em Oxigênio foram: o *Silicato* (David & Pégourié 1995); o Al_2O_3 em três formas alotrópicas, a *Alumina* (Koike 1995), o *Corundum compacto* (Begemann et al 1997) e o *Corundum Poroso* (Begemann et al 1997); o $MgFeO$ (Henning et al 1995) e o FeO (Henning et al 1995).

As espécies previstas de se condensarem em envoltórios ricos em Carbono foram: o SiC (Pégourié 1988) e (Choyke & Palik 1985); o *Carbono amorfo* (Zubko 1996); o $MgFeS$ (Begemann et al 1994); o FeS (Begemann et al 1994) e o SiS_2 - (Begemann et al 1996).

Além disso, iniciamos o estudo da variação dos parâmetros dos envoltórios circunstelares (R_i (raio interno), R_e (raio externo), T_{ef} (temperatura efetiva), a (tamanho do raio do grão) e τ (profundidade óptica)) através de modelos que tratam a transferência radiativa nestes meios.

4.4 Resultados.

Após a busca, na literatura, dos dados referentes ao índice de refração complexo ($m = n - ik$) dos grãos, com as mais diversas composições, conforme descrito acima, foram calculados modelos para os envoltórios de poeira. Nessa fase, estudamos a variação dos diversos parâmetros do envoltório para diferentes espécies químicas.

Nos modelos, foram considerados envoltórios contendo apenas uma espécie de grão.

Nas figuras 4.3(a-d) apresentamos a variação das energias, total (linha cheia), direta¹ (linha tracejada), difusa² (linha pontilhada) e térmica dos grãos (linha tracejada e pontilhada) em função do comprimento de onda para grãos de Al_2O_3 compacto (figura 4.3a), SiS_2 (figura 4.3b), FeO (figura 4.3c) e $MgFeS$ (figura 4.3d) que apresentou uma pequena emissão em 32,2 μm . Para cada espécie de grão o modelo de envoltório está descrito na legenda.

¹ Definimos como energia direta aquela que é emitida diretamente da estrela, isto é, energia de corpo negro.

² Definimos como energia difusa aquela devido ao espalhamento pelos grãos. Ambos os valores de energia são expressos neste trabalho em função de $W m^{-2} \mu m^{-1}$.

O grão de Al_2O_3 compacto (figura 4.3a) apresentou uma absorção característica em $11,4 \mu\text{m}$. Além disso, notamos que a energia total, nos comprimentos de onda mais longos, ficou praticamente dominada pela energia térmica dos grãos e nos comprimentos de ondas mais curtos quem domina é a energia direta da estrela.

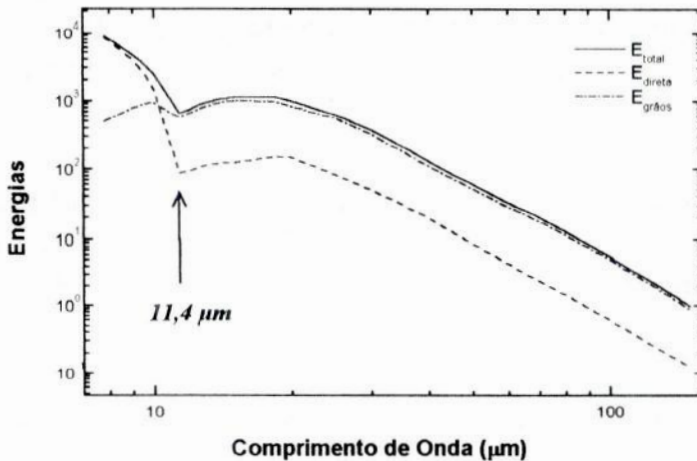


Figura 4.3a - Al_2O_3 (compacto)

Modelo de envoltório com $a = 1000 \text{ \AA}$;
 $R_i = 5 R_\star$; $R_e = 1000 R_\star$; $T = 2500 \text{ K}$;
 $\tau(9,8 \mu\text{m}) = 1,0$

O grão de SiS_2 (figura 4.3b) é um grão bastante interessante pois apresenta duas emissões, uma próxima à outra, na faixa estudada. A primeira é centrada em $16,6 \mu\text{m}$ e a segunda em $19,8 \mu\text{m}$. Podemos ver entretanto, que para o modelo de envoltório descrito que realmente domina a energia total é a energia direta da estrela.

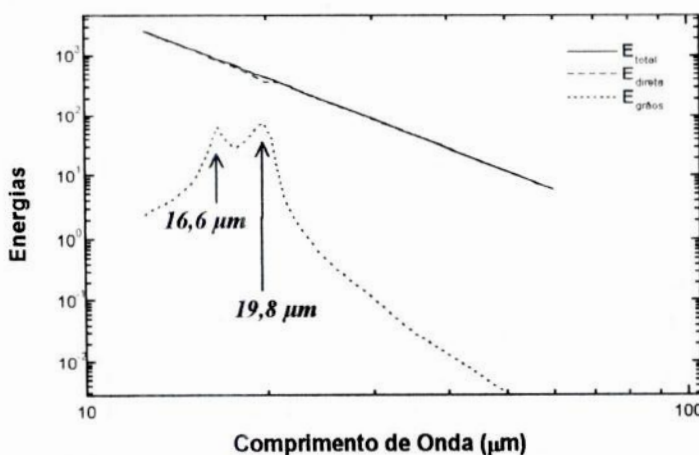


Figura 4.3b - SiS_2

Modelo de envoltório com $a = 500 \text{ \AA}$; $R_i = 1 R_\star$; $R_e = 5 R_\star$; $T = 3000 \text{ K}$; $\tau(12,5 \mu\text{m}) = 0,1$

O grão de FeO (figura 4.3c) apresentou uma emissão característica em $20,0 \mu\text{m}$. Além disso, podemos ver claramente, que para o modelo de envoltório descrito, a energia dos grãos é que realmente domina a energia total.

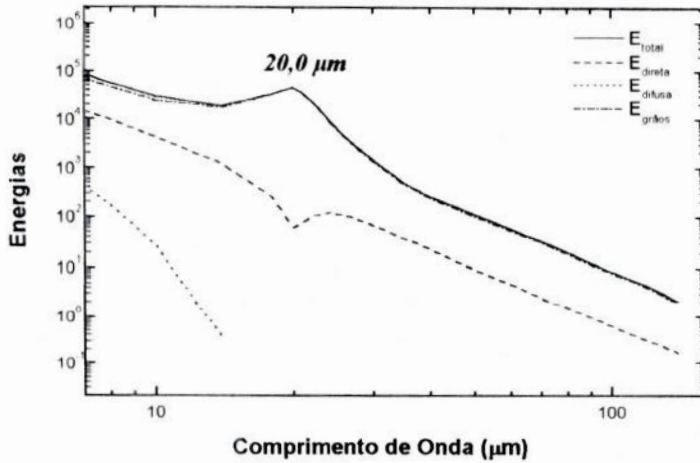


Figura 4.3c - FeO

Modelo de envoltório com $a = 3000 \text{ \AA}$;
 $R_i = 5 R_\star$; $R_e = 1000 R_\star$; $T = 2500 \text{ K}$; τ
 $(10,0 \mu\text{m}) = 0,1$

Na faixa dos comprimentos de onda estudados o grão de MgFeS (figura 4.3d) apresentou emissão em $32,2 \mu\text{m}$. Entretanto, para o modelo de envoltório descrito, a energia total é dominada pela energia direta da estrela.

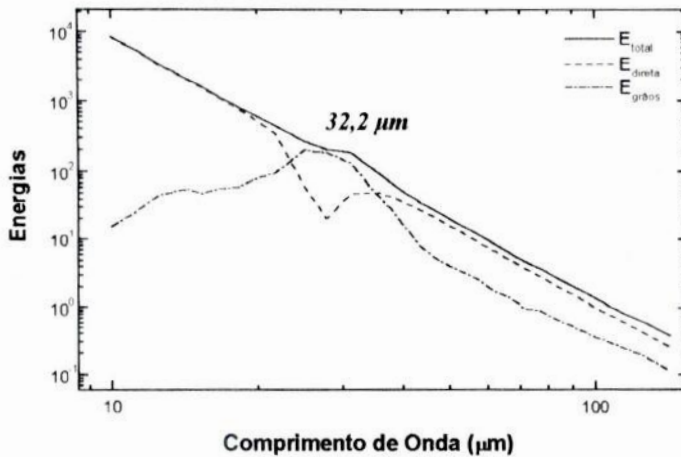


Figura 4.3d - MgFeS

Modelo de envoltório com $a = 4000 \text{ \AA}$; R_i
 $= 5 R_\star$; $R_e = 1000 R_\star$; $T = 4000 \text{ K}$; τ
 $(10,0 \mu\text{m}) = 0,03$

Nas figuras 4.4(a-d) apresentamos a variação energia total em função do comprimento de onda, variando o raio interno do envoltório ($R_i = 1R_\star$ (linha cheia), $R_i = 5R_\star$ (linha tracejada), $R_i = 15R_\star$ (linha pontilhada) e $R_i = 30R_\star$ (linha pontilhada e tracejada) para os grãos de FeO (figura 4.4a), MgFeO (figura 4.4b), Al_2O_3 "alumina" (figura 4.4c) e MgFeS (figura 4.4d)).

Como já vimos anteriormente o grão de FeO apresenta uma emissão característica em $20,0 \mu\text{m}$. Além disso, podemos ver claramente na figura 4.4a que quanto mais afastado for envoltório em relação a estrela mais a emissão característica, para esse tipo de grão, se torna energética e, além disso, mais alargada.

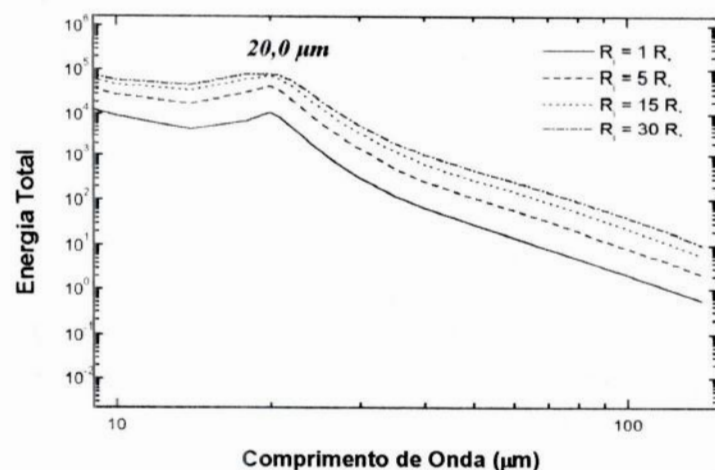


Figura 4.4a - FeO

Modelo de envoltório com $a = 3000 \text{ \AA}$;
 $R_e = 1000 R_*$; $T = 2500 \text{ K}$; $\tau(10,0 \text{ } \mu\text{m}) = 0,1$

O grão de $MgFeO$ (figura 4.4b) apresenta emissão característica em cerca de $16 \text{ } \mu\text{m}$. Para o modelo de envoltório descrito, o aumento da distância entre o raio interno do envoltório e a estrela proporciona um efeito análogo ao descrito na figura anterior, para o grão de FeO , quanto mais afastado for envoltório em relação à estrela a emissão característica do grão se torna mais energética, entretanto mais alargada.

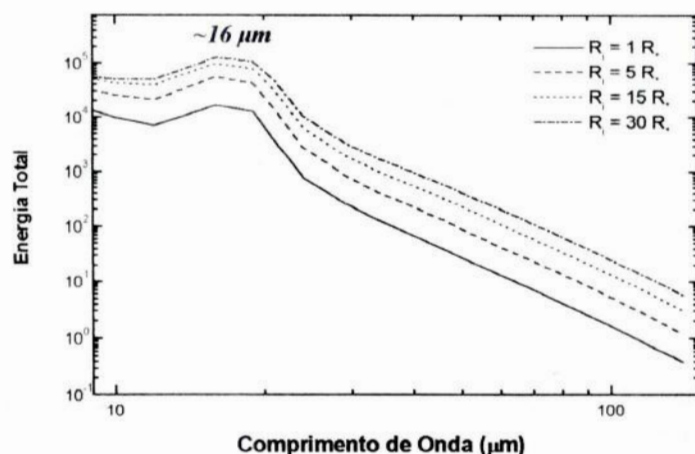


Figura 4.4b - MgFeO

Modelo de envoltório com $a = 1000 \text{ \AA}$;
 $R_e = 1000 R_*$; $T = 2500 \text{ K}$; $\tau(12,0 \text{ } \mu\text{m}) = 0,1$

No caso dos envoltórios constituídos de grãos de Al_2O_3 "alumina" que possuem uma emissão característica em $11,6 \text{ } \mu\text{m}$, ocorre um efeito diferente quando afastamos o envoltório da estrela. Como a alteração do raio interno também altera a temperatura dos grãos e a região de nucleação dentro do envoltório, podemos notar na figura 4.4c que com o afastamento, a emissão devido aos grãos embora se torne mais alargada como nos outros casos, se move para os comprimentos de ondas maiores.

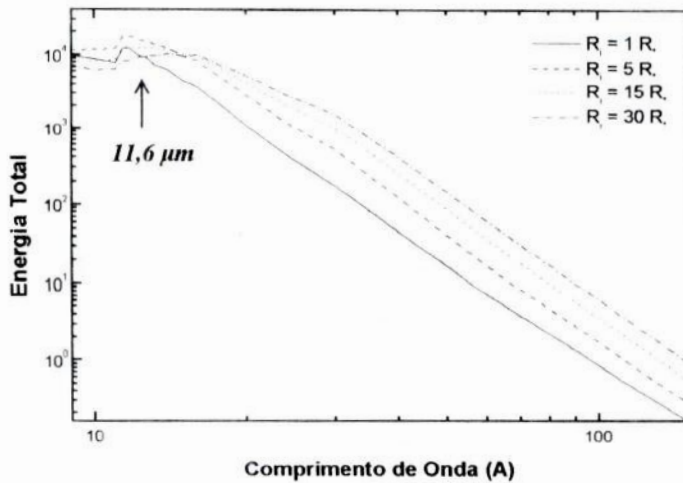


Figura 4.4c - Al_2O_3 "alumina"
 Modelo de envoltório com $a = 1000 \text{ \AA}$; $R_e = 1000 R_*$; $T = 2500 \text{ K}$; $\tau(12,8 \mu m) = 1,0$

A figura abaixo apresenta modelos de envoltórios constituídos de grãos de $MgFeS$ que apresentam, uma emissão centrada em $32,2 \mu m$. Uma característica bem peculiar de tipo de grão aparece quando afastamos bastante o envoltório da estrela, o que resulta no aparecimento de uma região em absorção próximo a região de emissão característica.

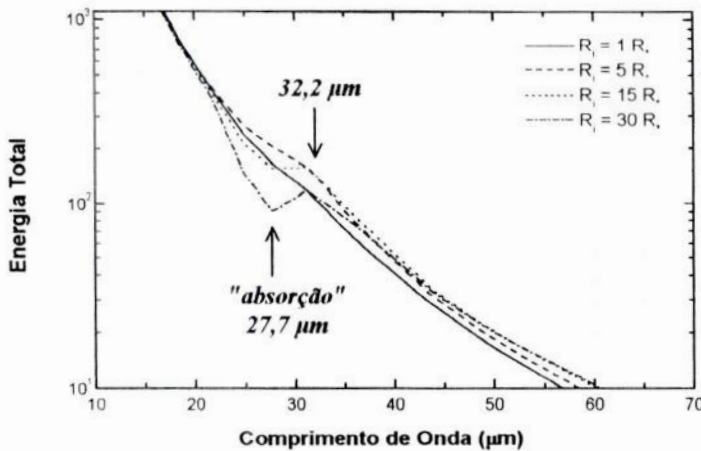


Figura 4.4d - $MgFeS$
 Modelo de envoltório com $a = 4000 \text{ \AA}$; $R_e = 1000 R_*$; $T = 4000 \text{ K}$; $\tau(9,8 \mu m) = 1,0$

Nas figuras 4.5(a-d) apresentamos a energia total em função do comprimento de onda, variando o raio externo do envoltório ($R_e = 100R_*$ (linha cheia), $R_e = 500R_*$ (linha tracejada), $R_e = 1000R_*$ (linha pontilhada) e $R_e = 10000R_*$ (linha pontilhada e tracejada) para os grãos de FeO (figura 4.5a), Al_2O_3 "alumina" (figura 4.5b), SiC (figura 4.5c) e FeS (figura 4.5d)).

Podemos ver claramente nessas figuras que a longa extensão dos envoltórios acarreta num ligeiro aumento na energia total. No entanto esse aumento passa a ser considerável quando o raio externo do envoltório e da ordem $10000R_*$.

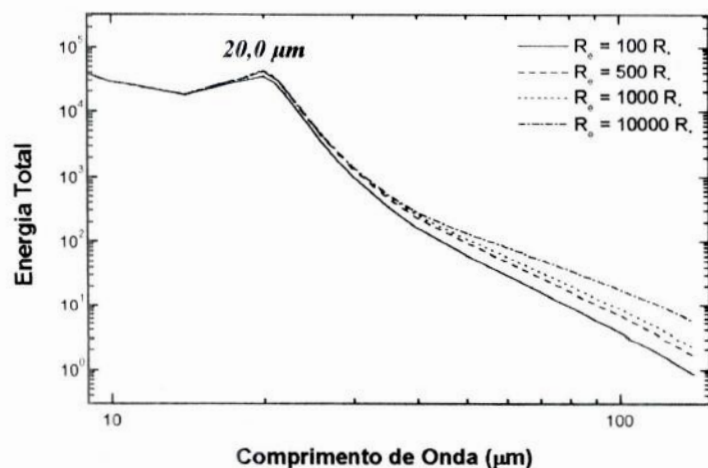


Figura 4.5a - FeO
 Modelo de envoltório com $a = 3000 \text{ \AA}$;
 $R_i = 5 R_*$; $T = 2500 \text{ K}$; $\tau(10,0 \mu\text{m}) = 0,1$

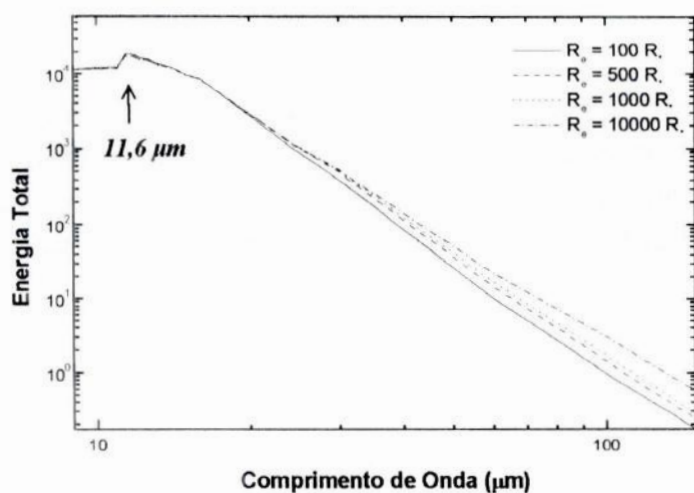


Figura 4.5b - Al₂O₃ "alumina"
 Modelo de envoltório com $a = 1000 \text{ \AA}$;
 $R_i = 5 R_*$; $T = 2500 \text{ K}$; $\tau(12,8 \mu\text{m}) = 1,0$

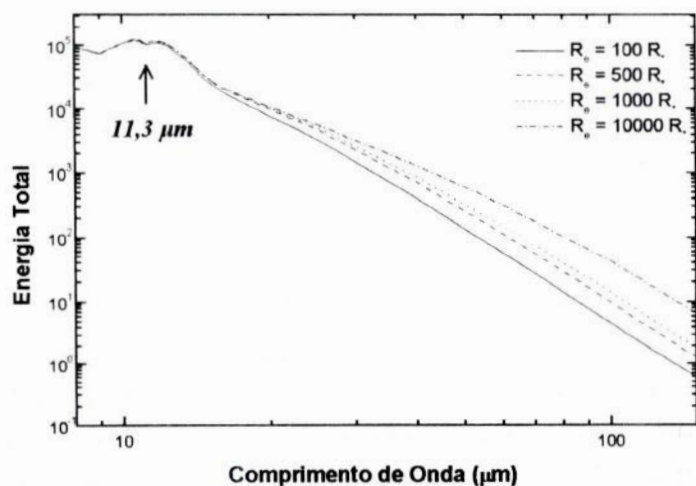


Figura 4.5c - SiC
 Modelo de envoltório com $a = 1000 \text{ \AA}$; $R_i = 5 R_*$; $T = 2500 \text{ K}$; $\tau(10,1 \mu\text{m}) = 1,0$

Na faixa dos comprimentos de onda estudados o grão de *FeS* (figura 4.5d) apresentou emissão em $32,2 \mu\text{m}$ (similar à do grão de *MgFeS*) e outra em $37,7 \mu\text{m}$, para o modelo de envoltório descrito na legenda. É possível notar que também pode ocorrer um aumento da energia total nos longos comprimentos de onda quando aumentamos o raio externo do envoltório porém é irrelevante.

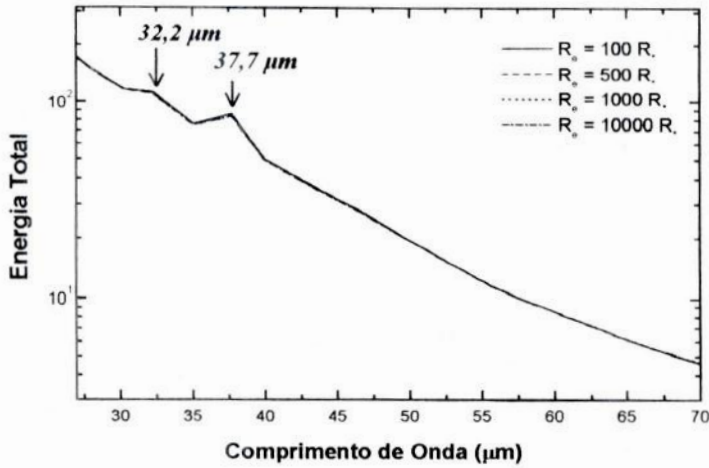


Figura 4.5d - FeS

Modelo de envoltório com $a = 1000 \text{ \AA}$; $R_i = 5 R_*$; $T = 3500 \text{ K}$; $\tau(12,5 \mu\text{m}) = 0,02$

Nas figuras 4.6(a-d) apresentamos a energia total em função do comprimento de onda, variando o tamanho do grão ($a = 500 \text{ \AA}$ (linha cheia), $a = 1000 \text{ \AA}$ (linha tracejada), $a = 2000 \text{ \AA}$ (linha pontilhada) e $a = 4000 \text{ \AA}$ (linha traço e ponto) para os grãos de *SiC* (figura 4.6a), *Silicato* (figura 4.6b), *FeS* (figura 4.6c) e *Al₂O₃ poroso* (figura 4.6d)). Para cada espécie o modelo está descrito na legenda.

Na figura 4.6a apresentamos modelos de envoltório com grãos de *SiC*. Podemos notar que conforme aumentamos o tamanho do grão, mantendo os outros parâmetros do envoltório constantes, a emissão característica diminui gradativamente.

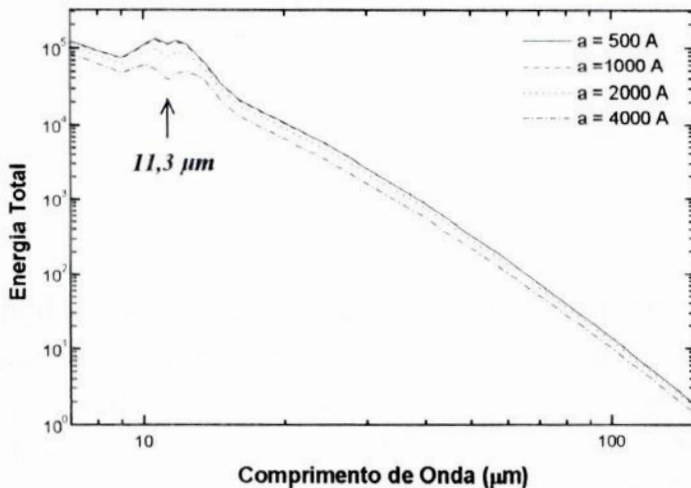


Figura 4.6a - SiC

Modelo de envoltório com $R_i = 5 R_*$; $R_e = 1000 R_*$; $T = 2500 \text{ K}$; $\tau(10,1 \mu\text{m}) = 1,0$

Na figura 4.6b mostramos que para grãos de *Silicato* que possuem características espectrais em $9,8 \mu\text{m}$ e em cerca de $18 \mu\text{m}$, conforme aumentamos o tamanho do grão, ao contrário do que acontece com os grãos de *SiC*, as emissões características aumentam gradativamente.

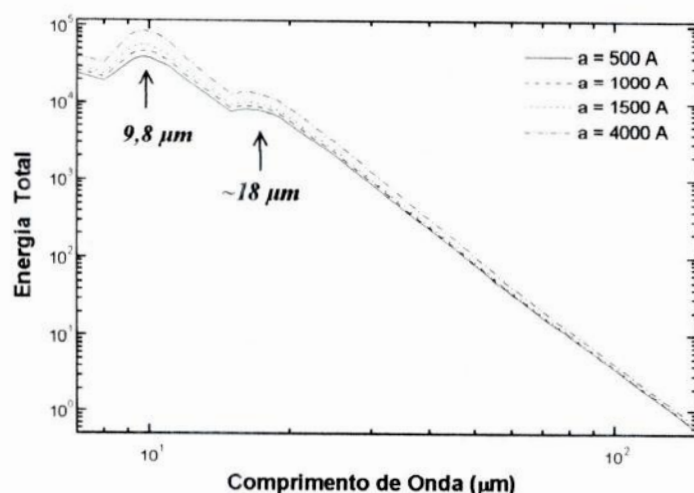


Figura 4.6b - Silicato

Modelo de envoltório com $R_i = 5 R_\star$; $R_e = 1000 R_\star$; $T = 2500 K$; $\tau(9,7 \mu m) = 1,0$

O grão de FeS (figura 4.6c) se comporta de uma forma semelhante ao grão de SiC , isto é, para o modelo descrito na legenda, conforme aumentamos o tamanho do grão verifica-se que as emissões características desse grão diminuem.

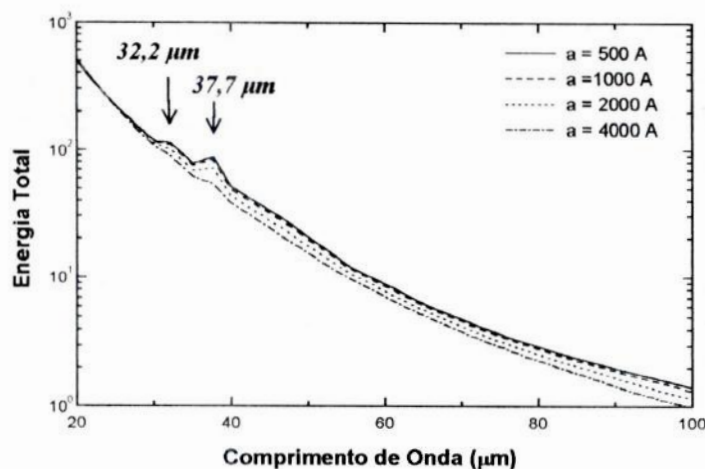


Figura 4.6c - FeS

Modelo de envoltório com $R_i = 5 R_\star$; $R_e = 1000 R_\star$; $T = 3500 K$; $\tau(12,5 \mu m) = 0,02$

O comportamento mais curioso encontrado foi o do grão de Al_2O_3 poroso (figura 4.6d) cuja emissão característica em torno de $11,4 \mu m$ diminui conforme aumentamos o tamanho dos grãos ate chegar num valor crítico ($a = 2000 \text{ \AA}$), a partir daí, a emissão característica se comporta da forma contrária, quanto maior for o grão, mais energética será sua emissão.

Como já era de se esperar, o tamanho dos grãos também altera a forma e intensidade da emissão característica presente em cada espécie química.

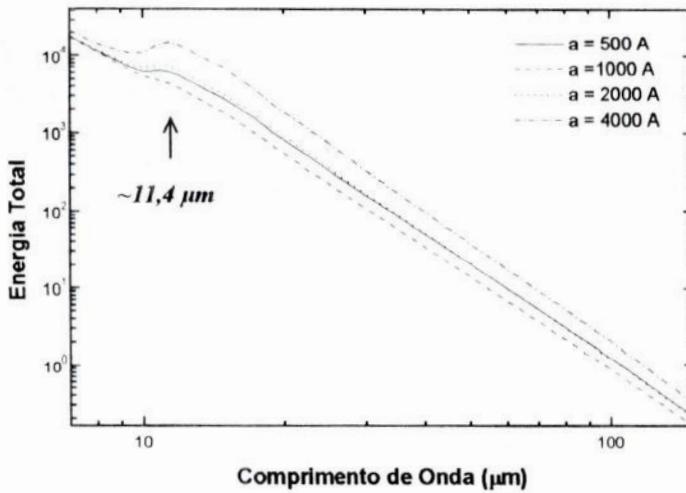


Figura 4.6d - Al_2O_3 poroso

Modelo de envoltório com $Ri = 5 R_\star$; $Re = 1000 R_\star$; $T = 2500 K$; $\tau(10,0 \mu m) = 1,0$

Nas figuras 4.7(a-d) apresentamos a energia total em função do comprimento de onda, variando a temperatura efetiva da estrela, para os grãos $MgFeS$ (figura 4.7a), FeO (figura 4.7b), Al_2O_3 "alumina" (figura 4.7c) e SiC (figura 4.7d).

A temperatura superficial da estrela é um parâmetro muito importante, e também altera a emissão característica. Sua importância está ligada à espécie considerada. De um modo geral para todos os modelos estudados percebemos que quando aumentamos a temperatura da estrela a emissões características de cada grão se tornam mais energéticas e mais bem definida.

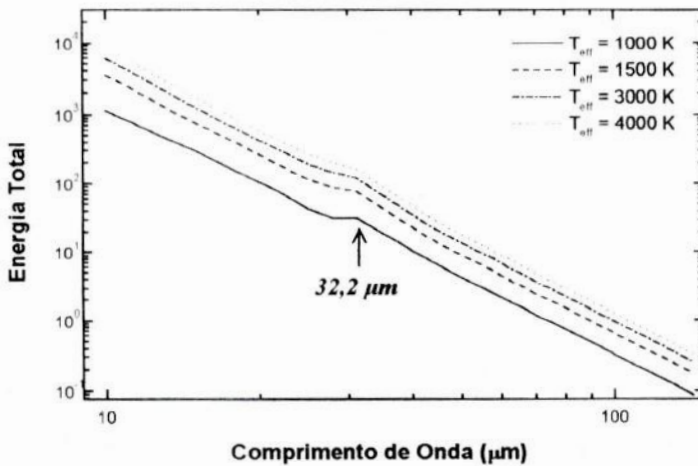


Figura 4.7a - $MgFeS$

Modelo de envoltório com $a = 4000 \text{ \AA}$; $Ri = 5 R_\star$; $Re = 1000 R_\star$; $\tau(9,8 \mu m) = 1,0$

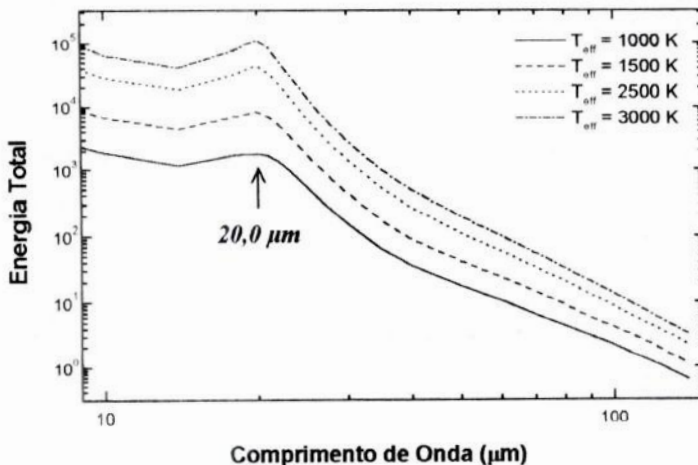


Figura 4.7b - FeO

Modelo de envoltório com $a = 3000 \text{ \AA}$; $Ri = 5 R_\star$; $Re = 1000 R_\star$; $\tau(10,0 \mu m) = 0,1$

Dos exemplos apresentados os grãos de Al_2O_3 (figura 4.7c) e SiC (figura 4.7d) são os mais afetados por esse parâmetro. Nessas duas figuras observamos que uma característica espectral que aparentemente, em uma dada temperatura, representa uma absorção em uma outra temperatura se torna uma emissão.

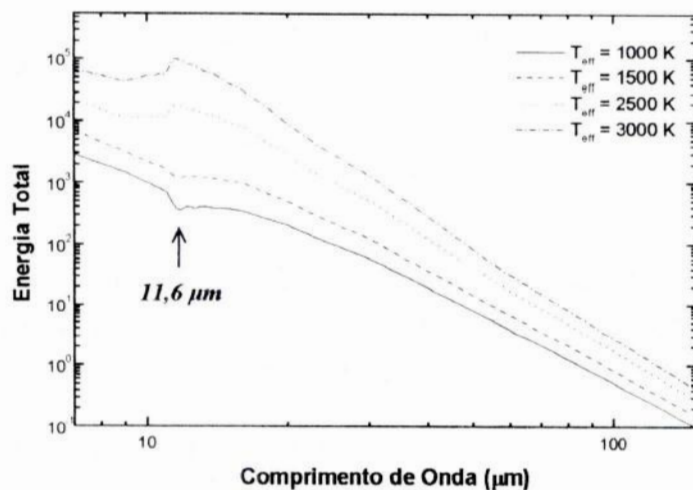


Figura 4.7c - Al_2O_3 "alumina"

Modelo de envoltório com $a = 1000 \text{ \AA}$; $R_i = 5 R_*$; $R_e = 1000 R_*$; $\tau(12,8 \mu m) = 1,0$

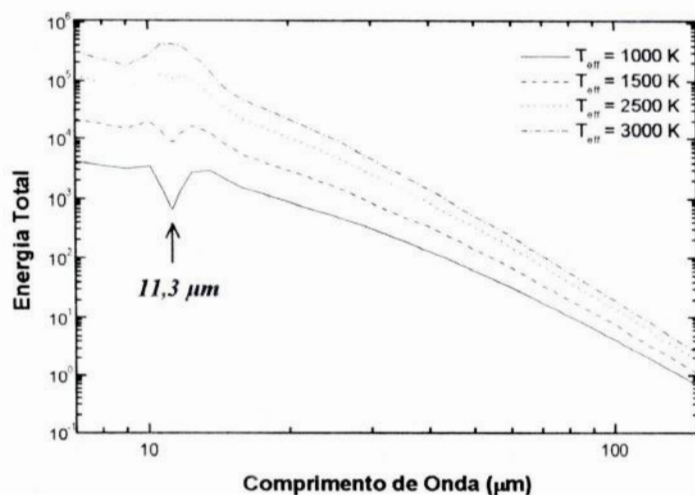


Figura 4.7d - SiC

Modelo de envoltório com $a = 1000 \text{ \AA}$; $R_i = 5 R_*$; $R_e = 1000 R_*$; $\tau(10,1 \mu m) = 1,0$

Nas figuras 4.8(a-c) apresentamos a energia total em função do comprimento de onda, variando a profundidade óptica do envoltório, para os grãos SiS_2 (figura 4.8a), $MgFeO$ (figura 4.8b) e FeO (figura 4.8c). Para cada espécie o modelo está descrito na legenda.

Esse parâmetro é o mais importante de todos, é o que mais afeta a emissão característica. No entanto ele é bem determinado se conhecemos a fotometria, em uma grande cobertura espectral, do objeto a ser modelado.

Como já vimos, grãos de SiS_2 apresentam duas bandas espectrais bem próximas uma da outra. Na figura 4.8a é possível verificar que para o modelo de

envoltório descrito, quando aumentamos a profundidade óptica às absorções características ganham intensidade.

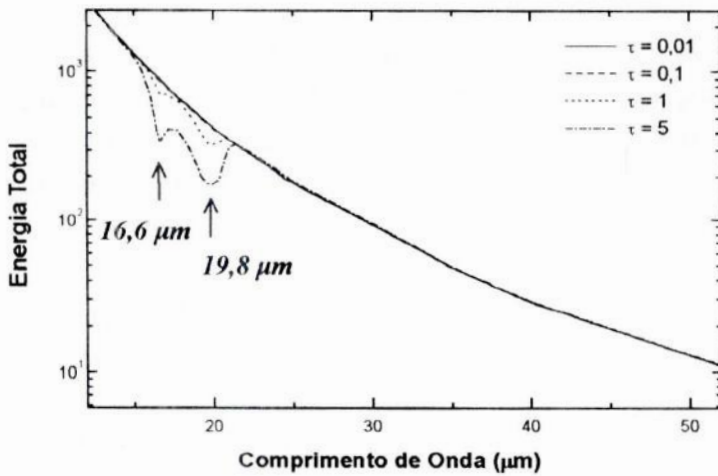


Figura 4.8a - SiS_2

Modelo de envoltório com $a = 500 \text{ \AA}$; $R_i = 1 R_\star$; $R_e = 5 R_\star$; $T = 3000 \text{ K}$; $\tau (12,5 \mu\text{m})$

Nas figuras abaixo fica bastante evidente, tanto para grãos de MgFeO (figura 4.8b) quanto para grãos de FeO , que quando aumentamos a profundidade óptica, fixa em um dado comprimento de onda, a banda que anteriormente era em emissão passa a ser em absorção.

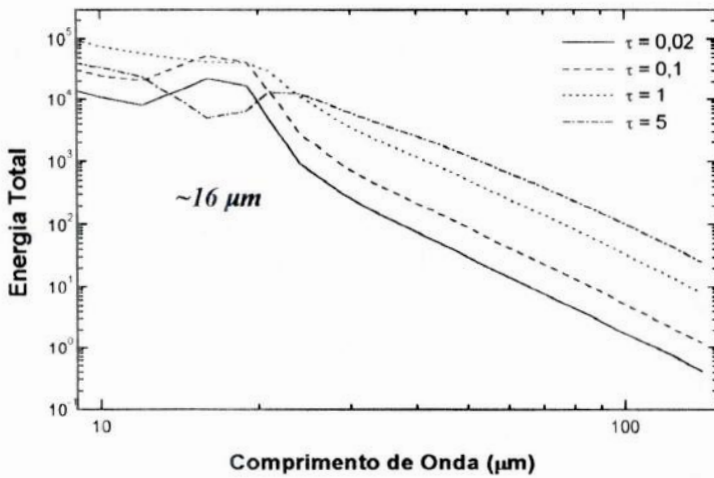


Figura 4.8b - MgFeO

Modelo de envoltório com $a = 1000 \text{ \AA}$; $R_i = 5 R_\star$; $R_e = 1000 R_\star$; $T = 2500 \text{ K}$; $\tau (12,0 \mu\text{m})$

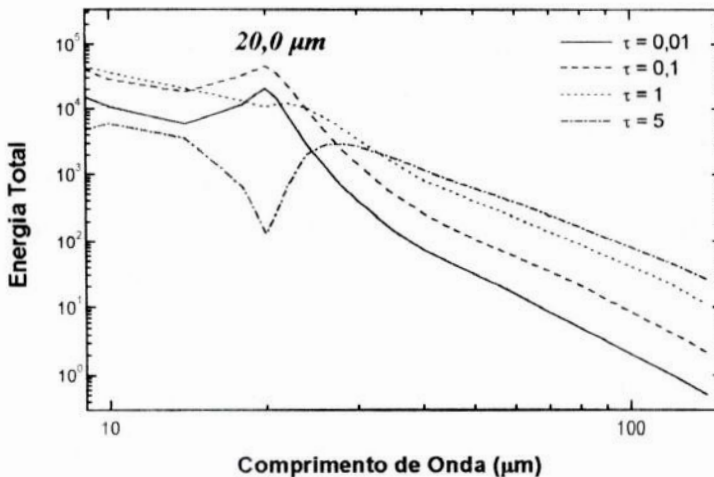


Figura 4.8c - FeO

Modelo de envoltório com $a = 1000 \text{ \AA}$; $R_i = 5 R_\star$; $R_e = 1000 R_\star$; $T = 2500 \text{ K}$; $\tau (10,0 \mu\text{m})$

4.5 Conclusões.

Verificamos que a utilização de modelos de envoltórios circunstelares contendo grãos simples nos permite observar em detalhe a variação na emissão característica de cada espécie escolhida. Esse tipo de modelo também é válido quando desejamos estudar a variação dos parâmetros físicos envolvidos na construção dos envoltórios. Por exemplo, a variação do raio interno provoca um aumento na emissão e possivelmente um deslocamento desta para regiões de comprimento de onda mais longos.

Podemos entender esses resultados já que o raio interno limita a distância da estrela aos grãos, conseqüentemente aquecendo-os mais ou menos, dependendo da proximidade com a estrela. Por outro lado, quando aumentamos o raio externo, mantendo os outros parâmetros físicos do envoltório constante, notamos um que há um pequeno aumento na emissão que se torna mais significativo nos longos comprimentos de onda.

O tamanho do grão parece ser um parâmetro que tem uma atuação de acordo com a espécie considerada, em algumas espécies como, por exemplo, o silicato, notamos que quanto maior for o tamanho do grão mais intensa será a emissão característica. Em outros casos, por exemplo nos grãos de SiC e de FeS , ocorre o contrário. Também é fácil entender esse comportamento já que as eficiências de espalhamento, absorção e extinção dependem do tamanho do grão.

A temperatura superficial da estrela é um parâmetro muito importante, e também altera a emissão característica. Sua importância está ligada à espécie considerada. De um modo geral para todos os modelos estudados percebemos que quando aumentamos a temperatura da estrela as emissões características de cada grão se tornam mais energéticas e mais bem definidas e, até mesmo podemos observar que uma característica espectral que aparentemente, em uma dada temperatura, representa uma auto-absorção em uma outra temperatura se torna uma emissão, como por exemplo nos grãos de Al_2O_3 e SiC .

O parâmetro mais importante de todos é a profundidade óptica, que modifica diretamente a emissão dos grãos. Quando aumentamos a profundidade óptica, fixa em um dado comprimento de onda, a banda que anteriormente era em emissão passa a se tornar uma auto-absorção e quando a diminuimos ocorre o contrário. Em outras palavras, a profundidade óptica associada a temperatura efetiva são os parâmetros mais influentes no estudo das características dos envoltórios circunstelares.

Um resultado interessante foi que envoltórios caracterizados por grãos de SiS_2 e FeO apresentaram emissões centradas em $\sim 20 \mu m$, bastante similares às aquelas

apresentadas pelos objetos estudados por Volk et al. (1999), indicando que a desconhecida emissão em $20,1 \mu\text{m}$ possa ser devido aos grãos constituído por esses materiais.

Conforme mostramos, os modelos considerando grãos simples são muito úteis não somente para um estudo da variação dos parâmetros, mas também para conhecer as emissões características de cada espécie. No entanto, os envoltórios circunstelares são muito mais complexos, podendo possuir diferentes espécies de grãos com diferentes tamanhos, grãos não homogêneos, etc. todos interagindo entre si.

Então, é preciso cada vez mais construir modelos que se aproximam das condições reais existentes nesses meios, seja modelos onde duas espécies de grãos distintas possam interagir ou de grãos não-homogêneos. Além disso, é preciso descobrir qual a lei física que rege a distribuição de tamanhos dos grãos nos envoltórios circunstelares à medida que nos afastamos da estrela.

Este tipo de estudo nos proporciona uma base de dados indispensável para o cálculo de modelos para envoltórios circunstelares visando identificar a composição química presente nestes meios. Além do que, é fundamental para melhor compreender as características espectrais apresentadas pelas estrelas frias no infravermelho.

5

ANÁLISES, CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS

Esse trabalho apresenta os resultados de três anos de iniciação científica desenvolvidos no Observatório Nacional (ON/MCT) sob a orientação da Dra. Sílvia Lorenz Martins.

No primeiro capítulo podemos observar alguns aspectos da evolução estelar, sua origem a seus estágios finais, com ênfase na evolução das estrelas frias que além de serem as mais abundantes são as que mais enriquecem o Cosmos. Através do estudo das fases tardias da evolução desses objetos é que foi possível entender e descrever a formação e as características dos envoltórios circunstelares existentes na estrelas gigantes frias. Os pulsos térmicos, a perda de massa e a terceira série de dragagens foram os principais fatores na formação e na evolução desses envoltórios. Além disso são apresentadas as características das duas grandes classes de estrelas que surgem nesses estágios avançados da vida estelar: as estrelas frias ricas em oxigênio (oxigenadas) e as ricas em carbono (carbonadas).

No segundo capítulo apresentamos o resultado de uma grande amostra, cerca de 1750 objetos, cuidadosamente selecionada com o auxílio do catálogo de espectros em baixa resolução obtidos pelo satélite IRAS (LRS-IRAS 1986). Nessa amostra verificamos em qual percentual de objetos a química presente na fotosfera é a mesma encontrada nos envoltórios e quando ela é discordante. Cerca de 50% dos objetos da amostra foram identificados como estrelas oxigenadas, 7% identificados como estrelas carbonadas e menos de 1% como estrelas de classes intermediárias. Os cerca de 42% restantes foram objetos que não possuíam uma classificação espectral bem definida, sugerindo o fato de que podem ser objetos recém descobertos pelo IRAS e por isso ainda não foram observados no visível, ou de serem estrelas que possuem envoltórios muito espessos dificultando a observação fotosférica. Além disso tivemos indicações de que em 21 objetos, a química presente na fotosfera foi diferente da encontrada no envoltório. Desses objetos discordantes 13 apresentaram fotosferas ricas em oxigênio e envoltórios enriquecidos em carbono e 8 apresentaram fotosferas ricas em carbono e envoltórios ricos em oxigênio.

No terceiro capítulo discutimos as observações espectroscópicas obtidas na região do visível em baixa resolução e resolução intermediária de alguns destes objetos discordantes e também de outros peculiares classificados por Little-Marenin & Little (1990) e Sloan et al. (1998).

Algumas das estrelas com classificação LRS IRAS como tendo envoltórios ricos em carbono, para as quais encontramos bandas de óxidos no visível podem ser interpretadas como uma má classificação do IRAS. Para três delas a situação é um pouco diferente. FQ Sgr e V535 Ori que apresentaram fotosferas típicas de estrelas oxigenadas tiveram a existência de oxigênio em seus envoltórios comprovada pelos trabalhos de Little-Marenin & Little (1990) e Groenewegen (1994), respectivamente.

Embora a presença de Al_2O_3 no envoltório da estrela V535 não seja tão evidente como no envoltório da estrela FQ Sgr (Little-Marenin & Little, 1990), Groenewegen (1994) sugere que essa estrela apresenta uma emissão entre 9,4 μm e 14 μm o que muito parecida com aquela encontrada para a classe "alargada" dos objetos de LML. Portanto sugerimos que esta estrela também possa ser modelada com grãos de corundum tendo, portanto um envoltório composto de oxigênio. Finalmente, a estrela GL 5196 não foi classificada previamente e maiores estudos devem ser realizados a fim de esclarecer a natureza química de seu envoltório e também de sua fotosfera. Como neste caso temos apenas um espectro em baixa resolução, antes de uma conclusão precipitada, devemos tentar obter espectros em outras regiões espectrais e também em alta resolução. Por outro lado, estudos da componente gasosa do envoltório também nos ajudariam na determinação mais precisa de sua natureza.

A análise espectroscópica dos objetos classificados por Little-Marenin & Little (1990) e indicou que parece existir um processo evolutivo inerente ao envoltório, talvez envolvendo reações químicas particulares nesses meios, já que não foram encontradas diferenças significativas entre os espectros nas regiões observadas.

No quarto capítulo apresentamos a influência de certos tipos de grãos nos meios circunstelares. Apesar dos modelos de envoltórios levarem em consideração apenas grãos simples, o que difere bastante da complexidade prevista de existir nesses meios, ainda sim foi possível verificar as regiões ativas de cada grão. Além do estudo do comportamento da emissão, absorção e espalhamento de grãos previstos de se condensarem nesses meios, foi feito um estudo da variação dos parâmetros físicos envolvidos na construção dos envoltórios como por exemplo o raio interno e externo do envoltório, a profundidade óptica, o tamanho dos grãos e a temperatura efetiva da estrela.

Esse estudo mostrou que a temperatura superficial da estrela é um parâmetro muito importante, entretanto o parâmetro mais importante de todos é a profundidade óptica, que modifica diretamente a emissão dos grãos. Quando aumentamos a profundidade óptica, fixa em um dado comprimento de onda, a banda que anteriormente era em emissão passa a ser em absorção e quando a diminuimos ocorre o contrário. Já o tamanho do grão pareceu ser um parâmetro que, analogamente a temperatura efetiva da estrela, tem uma atuação de acordo com a espécie considerada, em algumas espécies como, por exemplo, o silicato, notamos que quanto maior for o tamanho do grão mais intenso será a emissão característica. Em outros casos, por exemplo nos grãos de *SiC* e de *FeS*, ocorre o contrário.

Também foi possível concluir que uma variação do raio interno provoca um aumento na emissão e possivelmente um deslocamento desta para regiões de comprimento de onda mais longos. Por outro lado, quando aumentamos o raio externo, mantendo os outros parâmetros físicos do envoltório constante, notamos um que há um pequeno aumento na emissão que se torna mais significativo nos longos comprimentos de onda.

Sintetizando, a profundidade óptica associada à temperatura efetiva são os parâmetros mais influentes no estudo características dos envoltórios circumstelares.

Além disso um outro resultado bastante interessante encontrado foi que envoltórios caracterizados por grãos de *SiS₂* e *FeO* apresentaram emissões centradas em $\sim 20 \mu\text{m}$, bastante similares àquelas apresentadas pelos objetos estudados por Volk et al. (1999), indicando que a desconhecida emissão em $20,1 \mu\text{m}$ possa ser devido aos grãos constituídos por esses materiais.

O estudo dos objetos tardios proporciona uma ferramenta única no entendimento da evolução estelar e enriquecimento do meio interestelar. Estes objetos sofrem processos de mistura em seus interiores onde as reações termonucleares ocorrem. Os fenômenos de dragagens levam esta matéria enriquecida à fotosfera, onde podemos obter observações. Através da perda de massa, essa matéria formará seus envoltórios antes de enriquecer o meio interestelar.

Obviamente os envoltórios são muito mais complexos que os modelos aqui apresentados, podendo possuir diferentes espécies de grãos com diferentes tamanhos, grãos não-homogêneos, etc, todos interagindo entre si. Assim, é necessário cada vez mais construir modelos que se aproximem das condições reais existentes nesses meios. Modelos que permitam a existência de diferentes tipos de grãos simultaneamente, com diferentes tamanhos para os mesmos; ou seja descobrir qual a lei física que rege a distribuição de tamanho dos grãos nos

envoltórios circunstelares à medida em que nos afastamos da estrela. Paralelamente, desenvolver modelos de envoltórios que permitam a escolha de uma simetria qualquer para o mesmo. Além disso é de extrema importância que seja feita uma análise detalhada de outras regiões espectrais utilizando espectros em alta resolução bem como um método mais refinado, tal como a síntese espectral. Tais modificações poderão auxiliar em um melhor entendimento destes objetos.

APÊNDICE

Observações Espectroscópicas

Estrela	Nome IRAS	α (1950)	δ (1950)	V	Tipo Espectral	Poeira	REDE
UY Cet	00245-0652	00:24:33.8	-06:52:53	9.0	M7	COR	#23, #26b, #32
TU And	00297+2545	00:29:44.7	+25:45:12	7.8	M5e	no feat.	#23, #26b, #32
AD Scl	01030-3157	01:03:05.5	-31:57:46	9.0	M9	GROE	#23, #26a, #32
X Psc	01094+2157	01:09:25.2	+21:57:24	9.8	M5.5e	no feat.	#23, #32
S Psc	01149+0840	01:14:58.0	+08:40:07	8.2	M7e	Sil	#23, #26b, #32
R Psc	01280+0237	01:28:03.3	+02:37:25	6.9	M4e	S feat.	#23, #26b, #32
Y Eri	02039-5722	02:03:54.2	-57:22:56	10.7	M7e	broad	#23
R Cet	02235-0024	02:23:29.0	-00:24:10	8.0	M4e	Sil	#23, #26b, #32
S Hor	02238-5947	02:23:50.0	-59:47:39	10.0	M7IIe	Sil	#23, #32
W Hor	02427-5430	02:42:42.1	-54:30:41.6	10.7	M	COR	#23, #26b, #32
R Hor	02522-5005	02:52:12.7	-50:05:32	4.7	M7IIIe	Sil+	#23, #26b, #32
U Ari	03082+1436	03:08:16.0	+14:36:40	7.2	M5.5e	3 comp.	#23, #26a-b, #32
RT Eri	03316-1619	03:31:53.6	-16:19:48	8.5	M:e	broad	#23, #26a, #32
X Men	03336-7636	03:33:40.0	-76:36:57	11.4	M3e	Sil	#23, #26a, #32
IK Tau	03507+1115	03:50:43.5	+11:15:29	11.9	M6me	Sil	#23, #26a, #32
U Hor	03511-4558	03:51:11.8	-45:58:38	7.8	M6III	Sil	#23, #26a, #32
WZ Eri	03598-1353	03:59:49.2	-13:53:13	12.9		Sil	#23
V Eri	04020-1551	04:02:01.6	-15:51:38	8.0	M5/M6IV	COR	#23, #32
W Eri	04094-2515	04:09:25.2	-25:15:44	7.5	M7e	Sil	#23, #26b, #32
R Tau	04255+1003	04:25:34.4	+10:03:13	8.0	M6e	3 comp.	#23, #26b, #32
BD Eri	04311-0004	04:31:11.3	-00:04:36	12.2	M9e	broad	#23, #32
R Ret	04330-6307	04:33:01.7	-63:07:45	6.8	M5e	broad	#23, #26a, #32
RX Tau	04355+0814	04:35:31.8	+08:14:13	9.1	M7e	broad	#23, #26a, #32
R Cae	04387-3819	04:38:46.0	-38:19:49	6.7	M6e	Sil++	#23, #26a, #32
SY Men	04404-7427	04:40:26.9	-74:27:27	13.5		Sil	#23, #32
UV Eri	04560-0608	04:56:05.2	-06:08:39	8.2	M7	Sil	#32
T Lep	05027-2158	05:02:42.8	-21:58:20	9.6	M6evar	broad	#23, #26b, #32
S Pic	05096-4834	05:09:37.7	-48:34:01	7.2	M7e	Sil+	#23, #26a, #32
T Col	05174-3345	05:17:26.7	-33:45:32	7.4	M5e	no feat.	#23, #26b, #32
V535 Ori	05208-0436	05:20:52.3	-04:36:58	10.9	M9e	LRS43	#23, #26a, #32
S Ori	05265-0443	05:26:32.6	-04:43:53	7.5	M7e	broad	#23, #26b, #32
BK Ori	05292+0734	05:29:13.3	+07:34:43	8.6	M7	broad	#23, #32
X Ori	05351-0147	05:35:06.6	-01:47:59	11.4	M8	broad	#23, #26a, #32
Y Ori	05390-0409	05:39:04.8	-04:09:21	11.5	M5e	3 comp.	#23, #26b
RT Lep	05404-2343	05:40:28.9	-23:11:59	8.8	M9e	Sil++	#23
R Oct	05411-8625	05:41:09.7	-86:25:16	9.5	M5.5e	broad	#23, #32
W Pic	05418-4628	05:41:50.7	-46:28:30	7.7	N var	SiC+8	#23, #26b, #32
Y Tau	05426+2040	05:42:40.9	+20:40:33	7.0	C II	SiC+8	#23, #26a, #32
S Col	05450-3142	05:45:03.9	-31:42:30	8.8	M6e	3 comp.	#23, #26b, #32
U Ori	05528+2010	05:52:50.9	+20:10:07	6.7	M8III	Sil+	#23, #26b, #32
C 447	06017+1011	06:01:54.0	+10:11:00	9.0	N	Jpec	#23, #26a, #32
BN Mon	06192+0722	06:19:15.7	+07:22:30	13	Nvar	SiC+8	#23, #26a, #32
FU Mon	06197+0327	06:19:46.0	+03:26:42	8.9	Sevar	SiC	#23, #26a, #32
V Mon	06202-0210	06:20:12.3	-02:10:10	6.8	M6e	broad	#23, #26b, #32
V636Mon	06226-0905	06:25:01.6	-09:07:16		C	SiC+	#23, #26a
BL Ori	06225+1445	06:25:28.1	+14:43:19		C6,3	SiC	#23, #26a
GL 5196	06268+0849	06:26:51.1	+08:49:19	17	M1	LRS42	#23

Estrela	Nome IRAS	α (1950)	δ (1950)	V	Tipo Espectral	Poeira	REDE
DH Gem	06280+1230	06:28:05.5	+12:30:54	9.8	J	SiC	#23, #26a, #32
CR Gem	06315+1606	06:34:23.8	+16:04:37		C8,3	Br2	#23
SY Mon	06349-0121	06:34:59.1	-01:21:05	8.4	M6	Sil+	#23, #26b, #32
AB Car	06353-5549	06:35:19.3	-55:49:11	11	?	Sil	#23, #32
TM20101	06391-2213	06:39:08.3	-22:13:47	9.6	Ce	LRS23	#23, #26b, #32
FX Mon	06423+0905	06:42:21.5	+09:05:27	12.8	M6.5	Sil+	#23, #26a, #32
UX Gem	06431+1543	06:43:07.7	+15:43:03	12.7	M8	Sil	#23, #32
CH Pup	06434-3628	06:43:28.8	-36:28:59	9.0	Me	Sil++	#23, #26b, #32
DL CMa	06496-1858	06:49:37.4	-18:58:37	12.0	M6	Sil	#23, #32
GX Mon	06500+0829	06:50:03.5	+08:29:03	13.0	M9	Sil	#23, #32
GP Cma	06504-1206	06:52:46.2	-12:09:56		C	SiC	#23, #26a
CL Mon	06529+0626	06:52:55.9	+06:26:37	11.0	C	SiC	#23, #26a, #32
NP Pup	06528-4218	06:54:26.0	-42:21:57		C7,2	SE5:	#26a
AZ Mon	06551+0322	06:55:08.7	+03:22:11	8.2	M6e	Sil++	#23
BI Mon	06582+1048	06:58:16.7	+10:48:34	10.5		Sil	#23, #32
HN Mon	07021-0852	07:02:07.6	-08:52:40	13.7	M9	Sil	#23, #26a, #32
R Gem	07043+2246	07:04:20.8	+22:46:57	7.68	S	LM1988	#23
RY Mon	07045-0728	07:04:31.5	-07:28:44	11.9	N	SiC	#23, #26a, #32
GL1064	07034-3551	07:05:13.8	-35:56:23	/?	M6III	COR	#23, #26b, #32
W Cma	07057-1150	07:08:03.4	-11:55:23		C6,3	SiC+	#23, #26a
BO Cma	07116-1936	07:11:49.8	-34:38:16	13.5	Nvar	LRS32	#23, #26a-b, #32
BM Gem	07179+2505	07:17:55.2	+25:05:40	9.0	N	Jpec	#23, #32
BE CMa	07215-2252	07:21:31.5	-22:52:18	9.0	C 7	J	#23, #26a, #32
C 749	07221-0431	07:22:10.5	-04:31:58	13.0	C	Jpec	#23, #32
RX Mon	07268-0410	07:26:52.4	-04:10:28	10	M6e	no feat	#23, #26a-b, #32
S CMi	07299+0825	07:29:60.0	+08:25:35	7.0	M7e	3 comp.	#23, #26a, #32
Z Pup	07304-2032	07:30:27.2	-20:32:57	7.2	M4e	Sil	#23, #26a, #32
S Vol	07306-7316	07:30:38.2	-73:16:20	13.0	M4e	3 comp	#23, #32
DU Pup	07329-2352	07:32:58.2	-23:52:39	8.2	M	Sil+	#23, #32
TT Mon	07232-0544	07:33:13.0	-05:44:59	7.4	M6	Sil	#23
C 849	07373-4021	07:37:22.1	-40:21:49	11.8	C	SiC+8	#23, #26a, #32
C 846	07375-2735	07:37:31.6	-27:35:15	9.5	C	SiC+8	#23, #26a, #32
SU Mon	07399-1045	07:39:55.3	-10:45:39	8.0	Svar	SiC	#23, #26a, #32
S Gem	07400+2334	07:40:03.0	+23:34:07	8.2	M6e	no feat.	#23, #26a, #32
SS Pup	07445-2613	07:44:33.6	-26:13:08	12.5	M6e	Sil	#23, #32
V CHa	07486-7753	07:48:41.2	-77:53:34	12.0	M5e	broad	#23, #32
HD 65750	07559-5859	07:55:54.4	-58:59:27	6.25	M0III	Li	#23
IRC-301	07568-3226	07:56:53.9	-32:26:32	9.2	A0.Be	GROE	#23, #26a, #32
U Pup	07585-1242	07:58:30.0	-12:42:30	8.5	Me	Sil	#23, #32
C 1003	08002-3803	08:00:17.0	-38:03:30	10.3	N	Jpec	#23, #32
FK Pup	08073-3608	08:07:18.7	-36:08:16	12	F5?	SiC+8	#23, #26a
AS Pup	08078-3801	08:07:50.4	-38:01:34	9.0	M7	broad	#23, #26b, #32
DP Pup	08084-1510	08:08:24.7	-15:10:50	8.6	M8e	Sil	#23, #26a, #32
R Cnc	08138+1152	08:13:48.2	+11:52:52	7.1	M7IIIe	broad	#23, #32
RY Hya	08174+0255	08:17:29.8	+02:55:27	8.8	Ce	SiC+8	#23, #26a, #32
C 1130	08180+0520	08:18:01.9	+05:20:55	9.9	R	Jpec	#23, #32
R Cha	08229-7611	08:22:56.0	-76:11:33	10.6	M4.5c	no feat	#23, #32
RT Cnc	08555+1102	08:55:33.1	+11:02:22	7.5	M5 III	broad	#23, #32
T Cnc	08538+2002	08:56:40.1	+19:50:56		C3,8	SiC++	#23, #26a
MC79-11	08577-6035	08:57:45.6	-60:35:54	?	R	Jpec	#23, #32
CW Cnc	09057+1325	09:05:42.1	+13:25:23	8.8	M6	GROE	#23, #26a, #32
W Cnc	09069+2527	09:06:57.9	+25:27:06	8.0	M	Sil+	#23, #26a, #32
RW Vel	09185-4918	09:18:35.9	-49:18:41	9.0	M7Ve:	broad	#23, #32
RS Vel	09220-4839	09:22:00.0	-48:39:04	9.1	M7e	broad	#23, #32
C 1467	09271-5041	09:27:06.7	-50:41:03	9.5	C	SiC+8	#23, #26a, #32

Estrela	Nome IRAS	α (1950)	δ (1950)	V	Tipo Espectral	Poeira	REDE
Y Vel	09273-5157	09:27:20.2	-51:57:40	8.1	M8e	Sil	#23, #32
R Car	09309-6234	09:30:59.0	-62:34:00	6.1	M4e-M8e	COR	#23, #26a, #32
X Hya	09331-1428	09:33:06.6	-14:28:01	8.5	M7e	broad	#23, #26a, #32
SV Car	09468-5918	09:46:48.7	-59:18:14	10	M9e	Sil	#23, #32
IRAS	09503-5439	09:50:21.2	-59:39:15	10.0	?	COR-S	#23
Z Vel	09511-5356	09:51:09.8	-53:56:40	7.8	M9e	broad	#23, #32
SU Car	10118-6038	10:11:50.7	-60:38:14	10	M	Sil	#23, #32
XZ Vel	10154-4950	10:15:28.9	-49:50:47	7.9	C	SiC+8	#23, #26a
CSS 674	10164-6044	10:16:29.4	-60:44:43		SC		#23, #26a
V Ant	10189-3432	10:18:54.8	-34:32:10	9	M7 III	Sil	#23, #32
C 1705	10325-6227	10:32:31.6	-62:27:06	8.3	C	SiC+8	#23, #26a, #32
U Ant	10329-3918	10:32:58.9	-39:18:10	5.8	Nvar	Jpec?	#23, #26a, #32
TV Car	10368-6033	10:36:51.9	-60:33:47	12	C	SiC+8	#23, #26a, #32
WX Vel	10469-5355	10:46:54.7	-53:55:01	11	M7 IIIe	3 comp	#23, #32
V Hya	10491-2059	10:49:11.3	-20:59:05	9.7	C	SiC+8	#23, #26a
V408Car	10562-6235	10:56:16.3	-62:35:56	?	K0?	COR	#23, #26a
R Crt	10580-1803	10:58:05.6	-18:03:20	9.8	M7III	COR-S	#23, #26a, #32
KV Car	11011-6651	11:01:08.5	-66:51:30	7.8	M4 III	GROE	#23, #26a, #32
CD-35	11461-3542	11:46:07.8	-35:42:32	6.5	M7 III	COR	#23, #32
X Cen	11466-4128	11:46:41.1	-41:28:47	7.0	M6e	Sil	#23, #32
W Cen	11525-5858	11:52:30.6	-58:58:30	7.7	M5e	broad	#23, #26a, #32
BH Cru	12135-5600	12:13:35.2	-56:00:22		SC 6/8e		#23, #26a
V370 Cen	12151-4610	12:15:11.2	-46:10:13	13.2	?	Sil	#23, #26a, #32
ST Cru	12233-5920	12:23:00.8	-59:43:30	11	M6e	Sil++	#23, #26a, #32
SS Vir	12226+0102	12:25:19.6	+00:47:51		C6,3	Br1	#26a
U Cru	12295-5718	12:29:35.2	-57:18:19	10	M4e	Sil	#23, #26a, #32
R Vir	12359+0715	12:35:57.8	+07:15:46	7.08	M4 IIIe	no feat	#23, #26a, #32
C 2031	12444-5925	12:44:28.4	-59:25:21	8.86	C	SiC+8	#23, #26a
RX Cru	12465-6129	12:46:33.1	-61:29:54	15.	N	SiC+8	#23, #26a
RT Vir	13001+0527	13:00:06.1	+05:27:14	7.4	M8 III	COR	#23, #32
V497Cen	13150-4124	13:15:04.9	-41:24:42	11	Me	broad	#23, #26a, #32
TT Cen	13163-6031	13:16:27.0	-60:31:24	11	SC 5/8		#26
IRC-202	13205-1803	13:20:30.6	-18:03:51	?	M5	GROE	#23, #26a, #32
U Mus	13215-6424	13:21:35.8	-64:24:14	10	M6e	broad	#23, #26a, #32
OS Cen	13244-5904	13:24:25.6	-59:04:51	11	Me	broad	#23, #32
R Hya	13269-2301	13:26:58.4	-23:01:27	5.0	M9eS(Tc)	COR	#23, #26a, #32
S Vir	13303-0656	13:30:22.8	-06:56:18	6.0	M7 IIIe	no feat	#23, #26a, #32
RV Cen	13343-5613	13:37:35.5	-56:28:33		N3e	Br1	#23, #26a
TW Cen	13548-3049	13:54:49.7	-30:49:35	8.8	M	broad	#23, #32
BG Ser	15410-0133	15:41:00.4	-01:33:09	8.7	M6me	Sfeat +COR	#26
TW Oph	17267-1926	17:29:44.1	-19:27:54		C5,5	SiC++	#26
R Tel	20111-4708	20:11:10.8	-47:08:07	7.6	M5IIIme	COR	#23, #26a, #26b
WZ Aql	20121+0437	20:12:10.1	+04:37:55	11.8	M6pevar	broad	#23
Y Del	-----	20:39:16.0	+11:41:48	8.8	M8e	Sil ++	#23, #26b
S Del	20407+1654	20:40:46.7	+16:54:27	8.6	M5	broad	#23, #26b, #32
Y Aqr	20417-0500	20:41:47.2	-05:00:55	8.4	M6.5e	Sil++	#23
W Aqr	20438-0415	20:43:48.0	-04:16:00	8.7	M7	3 comp.	#23, #26b
V Del	20454+1908	20:45:29.6	+19:08:59	8.1	M6e	3 comp.	#23, #26b
RX Vul	20507+2310	20:50:47.4	+23:10:53	6.9	M9	broad	#23, #26b
S Ind	20526-5431	20:52:41.2	-54:31:00	7.9	M6e	S feat.	#23, #26b, #32
UU Peg	21286+1055	21:28:38.1	+10:55:60	11.1	M7e	Sil+	#23, #26b
EP Aqr	21439-0226	21:43:56.8	-02:26:36	6.6	M8IIIvar	COR	#23, #26b
R Gru	21453-4708	21:45:19.3	-47:08:45	11.6	M7II-IIIe	broad	#23
RT Aqr	22204-2218	22:20:27.3	-22:18:36	8.8	M5	no feat.	#23

Estrela	Nome IRAS	α (1950)	δ (1950)	V	Tipo Espectral	Poeira	REDE
R Peg	23041+1016	23:04:08.8	+10:16:25	8.0	M7e	3 comp.	#23, #32
Z Peg	23575+2536	23:57:33.1	+25:36:29	7.7	M7e	broad	#23, #26b, #32

Obs.:

Rede #23 ($\Delta\lambda = 3800 \text{ \AA}$, com uma dispersão de 126 \AA/mm e $\lambda_c = 5600 \text{ \AA}$)

Rede #26a ($\Delta\lambda = 2000 \text{ \AA}$, com uma dispersão de $\sim 66 \text{ \AA/mm}$ com $\lambda_c = 5900 \text{ \AA}$)

Rede #26b ($\Delta\lambda = 2000 \text{ \AA}$ com uma dispersão de 66 \AA/mm e $\lambda_c = 4700 \text{ \AA}$)

Rede #32 ($\Delta\lambda = 900 \text{ \AA}$ com uma dispersão de 32 \AA/mm e $\lambda_c = 5050 \text{ \AA}$)

BIBLIOGRAFIA E REFERÊNCIAS

- Barnbaun C., Stone R. P. S. & Keenan P. C.** (1996) A&AS "A Moderate-Resolution Spectral Atlas of Carbon Stars: R, J, N, CH, and Barium Stars".
- Bagnulo S.** (1996) "Modeling of Circunstellar Environments around Carbon and Oxygen Rich Stars", Tese de doutorado.
- Begemann B., Dorchnner J., Henning T., Mutschke H., Thamm E.** (1994) ApJ 423:L71.
- Begemann B., Dorchnner J., Henning T., Mutschke H.** (1996) ApJ 464:L195.
- Begemann B., Dorchnner J., Henning T., Mutschke H., Guertler J., Koempe C., Nass R.** (1997) ApJ 476:199.
- Cavalcanti L. P.** (1998) "Estudo dos Envoltórios ricos em Oxigênio", dissertação de mestrado.
- Charbonnel C., Meynet G., Maeder A., Schaller G., Schaerer D.** (1993) A&AS 101:415 (Paper III)
- Choyke & Palik** (1985) "Handbook of Optical Constants of Solids" Acad. Press.
- Clayton D. D.** (1983) "Principles of Star Evolution and Nucleosynthesis" Chicago: The University of Chicago Press.
- David P. & Pégourié B.** (1995) A&A 293:833
- Forestini M. & Charbonel C.** (1997) A&AS 123:241
- Gail H. -P. & Sedlmayr E.** (1986) A&A 166:225
- Gilman R. C.** (1969) ApJ 155: L185.
- Groenewegen M. A. T.** (1994) A&A 290:207
- Habing H. J.** (1989) "From Miras to Planetary Nebulae: Wich Path for Stellar Evolution?" Eds. Menessier M. O., Omont A.: France, Editions Frontières
- Hackwell J. A.** (1972) A&A 21: 239.
- Henning T., Begemann B., Mutschke H., Dorchnner J.** (1995) A&AS 112:143
- Iben I. & Ehrman J.** (1962) Apj 135:770
- Iben I. & Renzini A.** (1981) "Physical Process in Red Giants" Reidel, Dordrecht.
- Iben I. & Renzini A.** (1982a) ApJ Letters 259 L70

- Iben I. & Renzini A.** (1982b) *ApJ Letters* 263 L23
- Iben I. & Renzini A.** (1983) *An. Rev. A. Ap.* 21:271
- Iben I.** (1990) *Arpf. Symp.* 117
- Jaschek C. & Jaschek M.** (1987) "*The Classification of Stars*", Cambridge University Press.
- Jaschek C. & Jaschek M.** (1995) "*The Behavior of Chemical Elements in Stars*", Cambridge University Press.
- Kaufmman W. J.** (1994) "*Universe - Fourth Edition*", Freeman W. H. and Company.
- Keenam P. C. & Morgan W. W.** (1941) *ApJ* 94:501
- Kippenhahn & Weigert** (1994) "*Stellar Structure and Evolution*" Springer-Verlag.
- Koike C., Kaito C., Yamamoto T., Shibai H., Kimura S., Suto H.** *Icarus* 114:203.
- Kwok S., Volk K., Bidelman W. P.** (1997) *ApJS* 112:557
- Lafon J.-P.J.** (1992) *Int. Col. "The infrared Spectral Region of Stars"* ed. Andrillat Y., Jaschek C.
- Lodders K. & Fegley B.** (1999) *Simp. IAU 191 "Asymptotic Giant Branch Stars"* ed. Le Berte T., Lèbre A. Pg. 270
- Lorenz-Martins S.** (1990) "*Estrelas Carbonadas Peculiares*", dissertação de mestrado.
- Lorenz-Martins S. & Lefèvre J.** (1994) *A&A* 291:831
- Lorenz-Martins S.** (1995) Tese de doutorado "*Estudo dos Envoltórios de Estrelas Carbonadas*".
- Lorenz-Martins S., Araújo F. X., Landaberry S. J. C., Almeida W., Nader R. V.** (2000) *A&A* subm.
- Lorenz-Martins S. & Pompéia L.** (2000) *MNRAS* 315:856
- Lorenz-Martins S. & Pilling S.** (2000) em preparação
- Little-Marenin I.** (1986) *ApJ* 307:L15.
- Little-Marenin I. & Little S. J.** (1990) *ApJ* 99:1173.
- Maciel W. J.** (1999) "*Introdução à Estrutura e Evolução Estelar*", Edusp.
- Maeder A. & Meynet G.** (1989) *A&A* 210:155.

- Meynet G., Maeder A., Schaller G., Schaerer D., Charbonnel C. (1994) A&AS 103:97 (Paper V)
- Merril P. W. (1952) Ap. J. 116:21
- Mie G. (1908) Ann. Phys. 25, 377.
- Mowlavi N., Meynet G., Maeder A., Schaerer D. & Charbonnel C. (1998) A&A 335:753
- Mowlavi N., Schaerer D., Meynet G., Bernasconi P. A., Charbonnel C., Maeder A. (1998) A&AS 128:471 (Paper VII)
- Mowlavi N. (1999) NewAR. 43:389.
- Mowlavi N. (1999) A&A 344:471
- Olson F. M. & Raimond E. (1986) A&AS 65: 607-1065, "IRAS - Catalogues. Atlas of low-resolution spectra".
- Olofsson H. (1994) Col. IAU 146 "Molecular Abundances in the Envelopes Around Evolved Stars in Stellar Environment" ed. Jørgensen, Springer Verlag pg. 114.
- Ostlie D. A. & Carroll B. W. (1996) "An introduction to Modern Stellar Astrophysics"
- Pearse R. W. B. & Gaydon A. G. (1976) "The Identification of Molecular Spectra", Chapman and Hall.
- Pégourié B. (1988) A&A 194, 335.
- Sanford R. F. (1940) PASP 52, 203.
- Schaerer D., Charbonnel C., Meynet G., Maeder A., Schaller G., (1993) A&AS 102:339 (Paper IV)
- Schaerer D., Meynet G., Maeder A., Schaller G. (1993) A&AS 98:523 (Paper II)
- Schaller G., Schaerer D., Meynet G., Maeder A. (1992) A&AS 96:269 (Paper I)
- Sedlmayr E. (1994) Col. IAU 146 "Molecules in Stellar Environment" ed. Jørgensen, Springer Verlag pg.163.
- Sloan G. C., Little-Marenin I. R. & Price S. D. (1998) ApJ 115:809.
- Smith V. & Lambert D. L. (1985) ApJ 294:326
- Smith V. & Lambert D. L. (1986) ApJ 311:843
- Smith V. (1989) "Cosmic Abundances of Matter" Proc. AIP, Mineapolis
- Smith V. & Lambert D. L. (1990) ApJ S. 72:387

Treffers R. & Cohen M. (1974) ApJ 188, 545.

Trimble V. (1991) A&Ap Rev 3:1

Turnshek D., Turnshek D. A., Craine E. R., Boeshaar P. C. (1985) "*An Atlas of Digital Spectra of Cool Stars*".

Van de Hulst H. C. (1957) "*Light Scattering by Small Particles*" ed. Wiley J., New York.

Van der Veen W. E.C. J. & Habing H. J. (1988) A&A 194:125-134.

Volk K., Kwok S., Hrivnak B. (1999) ApJ 516,L000.

Wallerstein G. & Knapp R. G (1998) ARA&A 36:369

Wicramasinghe N. C. (1973) "*Light Scattering Functions for Small Particles*" Adams Higler Lta, London

Whitelock P. A. (1995) Ap&SS 230:177

Wojslaw R. S. & Perry B. F. (1976) AP. F. Suppl. 31,75.

Wyckoff S. & Wehinger P. A. (1976) MN 175,587.

Zubko V. G., Mennella V., Colangeli L., Bussoletti E. (1996) MNRAS 282,1321.