

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

Grãos Pressolares e suas implicações no estudo da  
heterogeneidade da nebulosa solar

Rayssa Cristine dos Santos Feitosa<sup>1</sup>

Orientador: Silvia Lorenz-Martins<sup>1</sup>

<sup>1</sup> Universidade Federal do Rio de Janeiro

Trabalho de Conclusão de Curso para a obtenção do título de Astrônomo.

# **Grãos Pressolares e suas implicações no estudo da heterogeneidade da nebulosa solar**

Rayssa Cristine dos Santos Feitosa

Trabalho de conclusão de curso submetido ao Curso de Graduação em Astronomia, Observatório do Valongo, da Universidade Federal do Rio de Janeiro, como parte dos requisitos necessários à obtenção do título de Astrônomo.

Orientador: Silvia Lorenz-Martins

Rio de Janeiro

Fevereiro, 2019

### CIP - Catalogação na Publicação

F311g      Feitosa, Rayssa Cristine dos Santos  
Grãos pressolares e suas implicações no estudo da  
heterogeneidade da nebulosa solar / Rayssa Cristine  
dos Santos Feitosa. -- Rio de Janeiro, 2019.  
135 f.

Orientadora: Silvia Lorenz-Martins.  
Trabalho de conclusão de curso (graduação) -  
Universidade Federal do Rio de Janeiro, Observatório  
do Valongo, Bacharel em Astronomia, 2019.

1. Grãos pressolares. 2. Astrofísica estelar. 3.  
Astromineralogia. 4. Estrelas AGB. I. Lorenz  
Martins, Silvia, orient. II. Título.

Rayssa Cristine dos Santos Feitosa

Orientadora: Silvia Lorens-Martins

Trabalho de conclusão de curso submetido ao Curso de Graduação em Astronomia, Observatório do Valongo, da Universidade Federal do Rio de Janeiro, como parte dos requisitos necessários à obtenção do título de Astrônomo.

Aprovada por:

---

Presidente, Professora Dr<sup>a</sup>. Silvia Lorens-Martins

---

Professor Dr. Rundsthen Vasques de Nader

---

Professor Dr. Vladimir Jearim Peña Suarez

---

Professor Dr. Daniel Rodrigues Costa Mello

Rio de Janeiro

Fevereiro, 2019

*À minha avó Maria de Lourdes,  
a melhor vó-mãe que já existiu!*

*15/08/1931 – 18/04/2018*

# Agradecimentos

Em primeiro lugar, gostaria de agradecer a Deus por ter me dado forças para seguir em frente todas as vezes que pensei em desistir e por ter colocados anjos na minha vida que me ajudaram muito nessa jornada.

A lista de pessoas a agradecer é enorme, obrigada a cada um que de alguma forma me ajudou a conquistar esse sonho.

Aos meus pais, Rose e Gelson, que batalharam a vida inteira para que eu tivesse educação de qualidade e me apoiaram em meu sonho. Mãe e pai vocês são demais e eu não seria o que sou hoje sem a dedicação que vocês tiveram comigo.

Minha avó Lourdes que cuidou de mim desde que eu era um bebê e me ensinou a ser forte como ela.

Meu marido, Douglas, que me apoiou desde o primeiro momento e nunca me abandonou em todos os momentos de desespero. Amor te amo demais.

Meu filhote, Davi, que me deu uma nova visão sobre o mundo e me fez lutar com muito mais garra pelos meus objetivos. Meu pequeno companheiro de estudos.

Minha irmã, Rayane, que por diversas vezes fez minhas tarefas de casa e cuidou do meu filho para que eu conseguisse estudar. Obrigada irmã.

Meu cunhado Marcello, minha sogra Djenane, meu sogro Jorge e minha cunhada Maysa por também me ajudarem a desestressar quando estava muito tensa.

Minha querida orientadora Silvia Lorenz-Martins que além de me orientar academicamente, se tornou uma grande amiga que quero levar para a vida inteira. Obrigada por tudo que fez e faz por mim.

A banca avaliadora que dedicou seu tempo para avaliar meu trabalho. Obrigada.

Diversos amigos me ajudaram nessa caminhada e não teria espaço para citar o nome de todos, mas agradeço de coração a cada um que me ajudou a conquistar esse sonho. Vou citar alguns que pontuaram momentos importantes: Karícia, minha companheira de todas as horas desde estudos à lágrimas; Nayara minha amiga-comadre que compartilhou os momentos mais difíceis da graduação comigo; Yanna que me apadrinhou quando comecei na astronomia; Douglas Martins por estar comigo nas últimas matérias me divertindo em momentos de estresse. Gente, obrigada de verdade. Sem vocês eu não teria chegado até aqui.

# Resumo

Grãos pressolares são grãos que possuem razões isotópicas de alguns elementos diferentes daquelas encontradas no Sol. Tais razões aliadas à previsões da nucleossíntese estelar dão indicações do tipo de estrela que produziu determinada espécie de grão. Embora os grãos pressolares representem uma pequena parcela dos grãos encontrados em meteoritos, as análises isotópicas revelaram que, além de estrelas ricas em carbono e ricas em oxigênio, as supernovas também contribuíram para a formação da nebulosa solar, ou seja, estrelas com um grande intervalo de massas. Esses grãos estão presentes em alguns meteoritos, partículas interplanetárias (IDPs) e em corpos mais primitivos do Sistema Solar. Nesse trabalho analisamos duas espécies de grãos pressolares, SiC e grafite, dos meteoritos Murchison e Orgueil. O objetivo principal deste estudo foi agrupar os grãos de cada meteorito de acordo com sua fonte estelar e, comparar as abundâncias de grãos formados em determinadas fontes estelares para procurar indícios de algum favorecimento a grãos de uma fonte estelar qualquer na região da nebulosa solar onde os corpos que deram origem aos meteoritos do estudo foram formados, mostrando uma heterogeneidade da nebulosa. Para isso, analisamos as razões isotópicas presentes em cada grão para identificar suas fontes estelares e comparar as quantidades obtidas para cada meteorito.

**Palavras-chave:** grãos pressolares; poeira interestelar; estrelas AGB; supernovas; nucleossíntese; razões isotópicas; nebulosa solar; heterogeneidade; meteoritos

# Abstract

Presolar grains present isotopic ratios of some elements different from those found in the Sun. Such isotopic ratios combined with the predictions of stellar nucleosynthesis can indicate their stellar origin. Although presolar grains represent a small amount of the grains found in meteorites, the isotopic analysis revealed that, apart from carbon-rich and oxygen-rich stars, supernovae also contributed to the formation of the solar nebula. These grains are present in some meteorites, interplanetary particles (IDPs) and primitive bodies of the Solar System. In this work we analyze two species of presolar grains, SiC and graphite, present in Murchison and Orgueil meteorites. The main goal was to compare the abundance of presolar grains formed in certain stellar sources searching for some heterogeneity in the solar nebula. For this, we analyzed the isotopic ratios present in each grain in order to identify their stellar sources and compare the quantities obtained for each meteorite.

Keywords: presolar grains; interstellar dust; AGB stars; supernovae; nucleosynthesis; isotopic ratios; solar nebula; heterogeneity; meteorites



# Sumário

Apresentação .....	7
1 Evolução estelar e nucleossíntese .....	9
1.1 Sequência Principal .....	11
1.2 Estágios Pós Sequência Principal .....	13
1.2.1 Estrelas de baixa massa e massa intermediária .....	13
1.2.2 Estrelas Massivas .....	25
2 Formação de grãos em ambientes estelares .....	30
2.1 Formação dos grãos .....	30
2.2 Formação de grãos em supernovas .....	34
2.3 Grãos e o Meio Interestelar .....	35
2.4 Principais espécies de grãos e moléculas observadas em envoltórios circunstelares ...	38
2.5 Transferência Radiativa em Envoltórios Circunstelares .....	42
2.5.1 Transporte Radiativo .....	59
3 Formação do Sistema Solar e os meteoritos do estudo .....	62
3.1 Formação do Sistema Solar .....	62
3.1.1 Formação do Sol e do disco protoplanetário .....	62
3.1.2 Formação dos planetas e corpos menores .....	63
3.2 Cometas, Asteroides e Partículas Interplanetárias .....	64
3.2.1 Asteroides .....	64
3.2.2 Cometas .....	65
3.2.3 Partículas Interplanetárias .....	66
3.3 Meteoritos .....	67
3.3.1 Meteoritos Condritos .....	67
3.3.2 Meteoritos Condritos e os grãos pressolares .....	72
3.3.3 Meteoritos Condritos Carbonáceos .....	73
3.4 Os meteoritos do estudo .....	74
3.4.1 Murchison .....	74
3.4.2 Orgueil .....	76
3.5 Meteoritos e a heterogeneidade isotópica da nebulosa solar .....	77

4 Grãos pressolares . . . . .	98
4.1 Tipos de grãos e suas características . . . . .	85
4.1.1 SiC . . . . .	85
4.1.2 Grafite . . . . .	89
4.1.3 Diamantes . . . . .	91
4.1.4 Óxidos Refratários . . . . .	92
4.1.5 Silicatos . . . . .	93
4.1.6 Outros grãos . . . . .	95
5 Resultados: Análises dos grãos pressolares dos meteoritos Murchison e Orgueil . . . . .	98
5.1 Amostra . . . . .	98
5.2 Grãos do meteorito Murchison . . . . .	99
5.3 Grãos do meteorito Orgueil . . . . .	102
5.4 Metodologia . . . . .	104
5.5 Resultados . . . . .	105
5.5.1 $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ x $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ . . . . .	105
5.5.2 $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ x $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ . . . . .	109
5.5.3 $\delta(^{29}\text{Si}/^{28}\text{Si})$ x $\delta(^{30}\text{Si}/^{28}\text{Si})$ . . . . .	111
5.5.4 $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$ x $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ . . . . .	117
6 Conclusões e perspectivas . . . . .	124
Referências Bibliográficas . . . . .	127
Anexo A – Banco de dados . . . . .	130

## Apresentação do trabalho

Os ingredientes que enriqueceram a nuvem molecular que formou o Sistema Solar são um assunto que, por diversas vezes, é abordado pela comunidade científica. Quais estrelas contribuíram para tal enriquecimento? Que processos aconteceram? Havia homogeneidade ou não na nebulosa solar? Diversas teorias buscam esclarecer nos mínimos detalhes essas questões. Algumas delas utilizam informações extraídas de grãos encontrados em meteoritos primitivos para desvendar alguns dos mistérios sobre a formação do Sistema Solar.

Por muitos anos acreditava-se que a nuvem molecular que formou o Sol era totalmente homogênea e que, se em algum momento ela tivesse sido heterogênea, diversos processos teriam apagado todos os sinais dessa heterogeneidade. Esse pensamento mudou quando no fim da década de 1960, Black & Pepin (1969) encontraram, ao analisar um meteorito primitivo, um tipo de Ne com razões isotópicas diferentes daquelas conhecidas para o elemento. Nos anos seguintes, outros gases nobres isotopicamente anômalos foram identificados em massas de meteoritos primitivos e, a partir de então, começou-se uma caçada aos grãos portadores desses gases nobres em meteoritos. Em 1987 Lewis e colaboradores isolaram pela primeira vez um grão contendo esses gases nobres, o diamante com Xe-HL, através de uma técnica que removia química e fisicamente outros minerais. Nos anos seguintes à descoberta do diamante, outros minerais também foram descobertos, tais como o SiC (Bernatowicz et al. 1987; Tang & Anders 1988) e o grafite (Amari et al. 1990). Esses grãos isotopicamente anômalos foram chamados de grãos pressolares. Grãos pressolares possuem assinaturas isotópicas atribuídas a formação em ventos e ejeções estelares. Eles sobreviveram a processos destrutivos no meio interestelar e foram incorporados a nebulosa solar. Durante a formação do Sistema Solar, esses grãos sobreviveram e se uniram a corpos primitivos, onde permanecem até os dias atuais. Outros grãos pressolares também foram descobertos a partir de novas técnicas de detecção. São eles: óxidos, silicatos, carbeto refratários (nos interiores de grãos de SiC e grafite) e  $\text{Si}_3\text{N}_4$ . A partir do estudo de grãos pressolares é possível confrontar teorias de nucleossíntese estelar e entender sobre a formação de grãos, evolução química da Galáxia e aprender mais sobre a nebulosa solar (Lodders & Amari 2005).

Como descrevemos anteriormente, no início dos estudos sobre a formação da nebulosa solar pensava-se que todo o material pressolar havia sido processado e homogeneizado na formação do Sistema Solar. A maior parte dele sendo acretado ao Sol e menos de 1% havia restado para a formação dos planetas e corpos menores (Suess 1965). Após a descoberta dos grãos pressolares, foi provado que nem todo o material da nebulosa solar foi processado. Essa descoberta levou a vários

questionamentos como: além dos grãos pressolares haveria regiões que também não foram processadas? Se existiram regiões que não foram misturadas, teriam elas elementos de uma mesma fonte estelar? Os grãos pressolares foram apenas não processados ou também não foram misturados de forma homogênea na nebulosa?

Para responder essas e outras questões, o estudo dos grãos pressolares se torna extremamente importante. Descobrir quais espécies estão presentes nos corpos primitivos e identificar suas fontes são os primeiros passos para uma análise da heterogeneidade da nebulosa solar.

Até o momento, as espécies pressolares encontradas em meteoritos primitivos são SiC, grafite, nanodiamantes, carbetos refratários (TiC, ZrC, etc), óxidos, silicatos e o  $\text{Si}_3\text{N}_4$ . Como fontes estelares que originaram esses grãos podemos citar estrelas AGB, supernovas e novas. Desta forma, é possível notar que a nuvem molecular que formou o Sol foi enriquecida com materiais originados em diversas fontes estelares.

Nesse trabalho, a fim de checar a heterogeneidade da nebulosa solar, realizamos uma análise dos grãos pressolares encontrados em dois meteoritos de classes distintas os quais são fragmentos de corpos parentais formados em diferentes regiões da nebulosa solar. Procuramos por algum favorecimento a espécies de uma determinada fonte estelar para averiguar se ocorreu uma homogeneização ou algumas regiões da nebulosa solar eram mais enriquecidas em diferentes espécies ricas em grãos formados em uma fonte estelar qualquer. Antes de chegar a discussão sobre o caso, descreveremos todos os elementos necessários para melhor compreensão desse estudo.

No Capítulo 1 discutiremos alguns aspectos sobre a evolução estelar do ponto de vista nucleossintético, mostrando com clareza em quais momentos e em quais regiões determinados elementos são produzidos. Isso facilitará uma correlação das razões isotópicas encontradas nos grãos pressolares e as fontes estelares. O Capítulo 2 apresenta a formação dos grãos em ambientes estelares apontando as principais espécies formadas em cada fonte estelar. No Capítulo 3 descreveremos brevemente a formação do Sistema Solar e tipos de meteoritos. Neste capítulo, abordaremos as principais características dos meteoritos condritos (classe de meteoritos que abriga os grãos pressolares) e apresentaremos os meteoritos escolhidos para o estudo. O Capítulo 4 é reservado à descrever os grãos pressolares, apresentando as espécies encontradas e as suas classificações de acordo com sua fonte estelar. O Capítulo 5 apresenta os resultados obtidos através da análise das amostras de grãos selecionadas. No Capítulo 6 apresentamos nossas conclusões sobre o assunto e perspectivas para projetos futuros.

# 1 Evolução estelar e nucleossíntese

As partículas sólidas de poeira são formadas nos ventos estelares, no final evolutivo das estrelas, desde estrelas de baixas massas até estrelas massivas. Alguns desses grãos sobreviveram a formação do Sol e carregam informações importantes sobre diferentes fases evolutivas, são os grãos pressolares e serão discutidos em um capítulo a parte. Nesse capítulo descreveremos algumas características sobre evolução estelar e a formação de grãos nos envoltórios estelares.

O estudo das estrelas sempre foi um campo de muito interesse para a humanidade. No início pensava-se que as estrelas eram objetos místicos e imutáveis. Com o passar dos anos, as pesquisas nessa área evoluíram e percebeu-se que as estrelas tinham diversas composições químicas, massas e evoluções diferentes.

Estrelas são objetos aproximadamente esféricos que retiram sua energia através de processos termonucleares que acontecem em seus interiores. São compostas principalmente de hidrogênio, mas também é possível encontrar em suas composições hélio e uma pequena parcela de metais (metais são todos os elementos com exceção do H e do He). Os processos termonucleares vão transformando elementos leves em elementos mais pesados e, com isso, a composição química da estrela é alterada, lenta e gradualmente. As alterações na metalicidade (quantidade de elementos químicos com exceção do H e do He) da estrela também afetam a sua estrutura interna, possibilitando então uma definição de diferentes estágios evolutivos no decorrer da vida de uma estrela.

A massa inicial de cada estrela é um dos fatores determinantes para a sua evolução. Podemos dividir as estrelas em 3 grupos de acordo com suas massas iniciais. Cada grupo evolui de uma forma diferente. São eles:

- baixa massa ( $0.8 M_{\text{sol}} \leq M \leq 2.3 M_{\text{sol}}$ )
- massa intermediária ( $2.3 M_{\text{sol}} \leq M \leq 8 M_{\text{sol}}$ )
- alta massa ( $8 M_{\text{sol}} < M$ )

Estrelas de baixa massa e massa intermediária evoluem lentamente até se tornarem anãs brancas. Já estrelas de alta massa evoluem rapidamente até explodirem em supernovas do tipo II que podem dar origem a um buraco negro ou uma estrela de nêutrons.

Uma ferramenta muito útil utilizada no estudo da evolução estelar é o chamado diagrama HR. Ele foi elaborado de maneira independente por Ejnar Hertzsprung (1873-1967) em 1911 e por Henry Norris Russel (1877-1957) em 1913. O diagrama HR correlaciona alguns parâmetros

estelares de fácil medição, como por exemplo, luminosidade, temperatura e magnitude. O mais utilizado para análise evolutiva estelar é o diagrama luminosidade-temperatura.

Ao plotar em um diagrama HR uma grande quantidade de estrelas é possível identificar regiões específicas no gráfico. Essas regiões são associadas a fases evolutivas da vida das estrelas. A maioria das estrelas se encontra em uma região do diagrama ao longo de uma linha, esse grupo é chamado de Sequência Principal (SP). É onde todas as estrelas passam a maior parte de suas vidas. Além desse grupo principal, outros grupos estão bem definidos no diagrama HR como, gigantes, supergigantes e anãs brancas.

No estudo de aglomerados estelares, o diagrama HR desempenha um papel muito importante. Estrelas de um aglomerado nasceram de uma mesma nuvem molecular, devem ter aproximadamente a mesma idade e a mesma metalicidade inicial. Dessa forma, o que as difere umas das outras são suas massas iniciais. Na figura 1.1 é possível ver a trajetória evolutiva de uma estrela de baixa massa (2 massas solares) desde a sequência principal até o estágio de anã branca.

A seguir utilizaremos o diagrama HR para descrever as principais fases da evolução estelar, separando-as por massas.

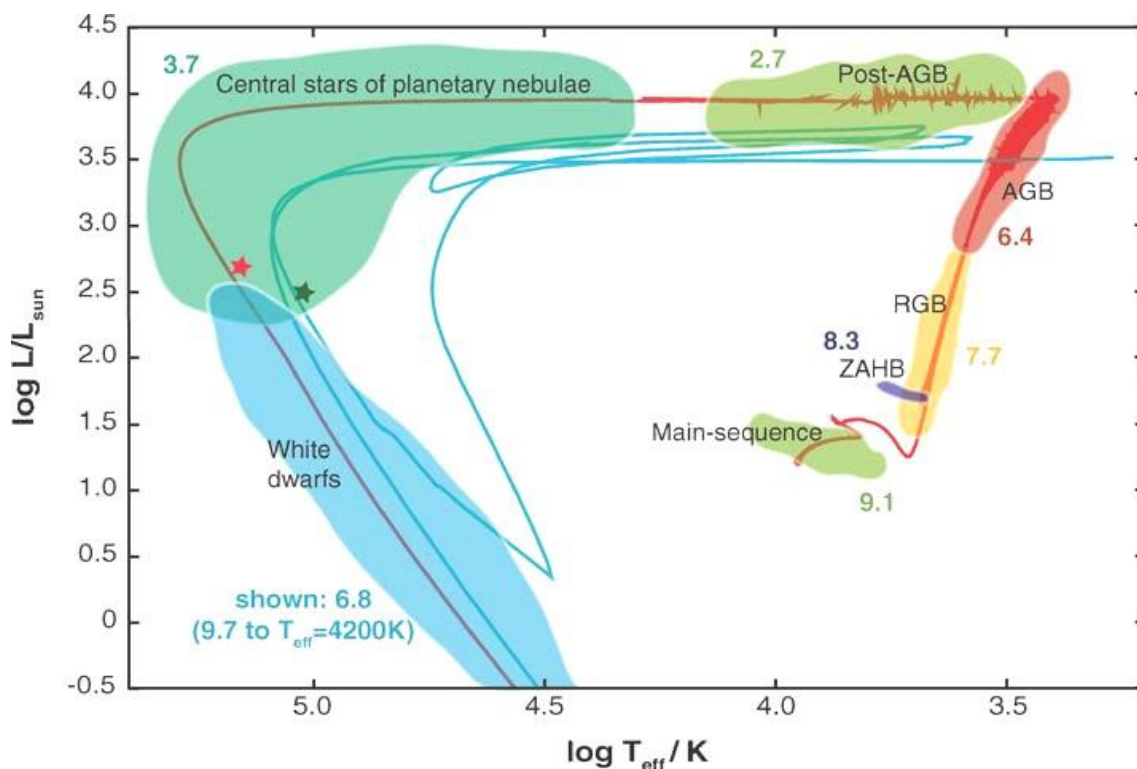


Figura 1.1 – Diagrama HR do caminho evolutivo completo de uma estrela de  $2 M_{\text{sol}}$  e de metalicidade solar.

A linha vermelha ilustra o caminho da sequência principal até uma anã branca, passando por todos os estágios evolutivos marcados por cores distintas. A linha azul mostra a trajetória evolutiva de uma estrela

born-again com as mesmas características. Os números ao lado de cada fase indica o log do tempo gasto pela estrela naquela fase. Retirado de Herwig (2005).

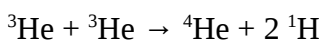
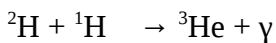
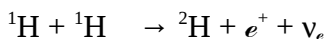
## 1.1 Sequência Principal

Todas as estrelas, independente da massa, passam a maior parte de suas vidas (cerca de 90%) convertendo H em He nos seus núcleos. Essa fase é chamada de Sequência Principal. Nessa fase, a energia gerada através da nucleossíntese do H fornece à estrela a condição necessária para se manter em equilíbrio hidrostático. A diferença entre os grupos de estrelas nessa fase é o tipo de processo termonuclear empregado na queima do H. Em estrelas de baixa massa o processo dominante é a cadeia p-p, já em estrelas mais massivas o que predomina é o ciclo CNO (Maciel 1999). A cadeia p-p ocorre predominantemente em temperaturas até  $2 \times 10^7$  K enquanto o ciclo CNO se torna mais eficiente em temperaturas maiores que  $2 \times 10^7$  K.

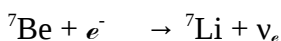
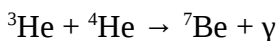
Os resultados desses dois processos são basicamente a produção de  ${}^4\text{He}$ , porém o ciclo CNO produz também  ${}^{14}\text{N}$  através de transformações de isótopos de C, N e O.

A cadeia p-p é o processo predominante no início da SP quando a temperatura central é da ordem de  $8 \times 10^6$  K. Ela pode ser dividida em 3 grupos de reações: cadeia pp1, cadeia pp2 e cadeia pp3. A cadeia pp1 é a mais lenta do grupo de reações chegando a  $10^{10}$  anos em uma de suas reações em condições solares (Maciel 1999). Todas as reações da cadeia p-p e do ciclo CNO foram retiradas de Maciel (1999).

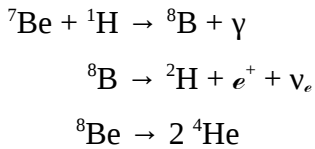
A cadeia pp1 é a primeira a ocorrer, começando com uma reação entre dois prótons (fato que motivou o nome do processo):



A cadeia pp2 começa a acontecer quando a temperatura se torna maior que  $1.4 \times 10^7$  K. Ela ocorre quando um átomo de  ${}^3\text{He}$  reage com um átomo de  ${}^4\text{He}$ , ambos formados nas reações da cadeia pp1.

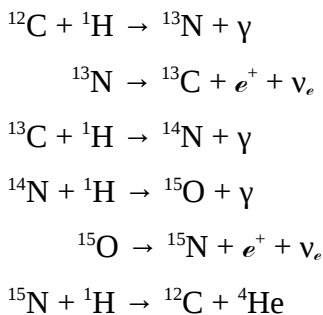


A cadeia pp3 passa a ocorrer no momento em que a temperatura supera a ordem de  $2.3 \times 10^7$  K. Ela se inicia quando um átomo de  ${}^7\text{Be}$  reage com um próton.

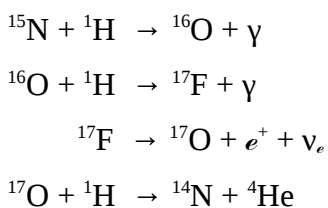


Quando a temperatura do núcleo começa a aumentar, a cadeia p-p se torna menos eficiente e o ciclo CNO começa a predominar. O ciclo CNO ocorre em temperaturas maiores que  $2 \times 10^7$  K, por isso ele é mais comum em estrelas mais massivas. Para que ele ocorra é necessário isótopos de C, N e O para participar das reações. Ele pode ser dividido em 2 grupos: ciclo CN e ciclo ON. O ciclo CN é o mais lento dos ciclos tendo uma de suas reações a duração de  $10^8$  anos em condições solares (Maciel 1999).

O ciclo CN ocorre em temperaturas maiores que  $2 \times 10^7$  K e, transforma 4 prótons em 1 átomo de He usando  ${}^{12}\text{C}$  como catalisador da reação e o devolvendo no fim das reações. Esse processo é cíclico e pode começar em qualquer uma das reações abaixo:



O ciclo ON funciona em temperaturas maiores que  $1.7 \times 10^8$  K. Ele transforma 4 prótons em 1 átomo de He usando  ${}^{12}\text{C}$  como catalisador da reação, porém, diferente do ciclo CN, ele devolve  ${}^{14}\text{N}$  no lugar do  ${}^{12}\text{C}$  no fim das reações.





No início da SP o núcleo de H está envolvido em um invólucro de H inerte. O He gerado durante os processos termonucleares vai sendo depositado em regiões mais internas do núcleo. Quando o H do núcleo se esgota, é formado um caroço de He inerte cercado por um envelope de H. Sem reações para gerar energia, ocorre uma contração global na estrela. Essa contração aquece as regiões centrais da estrela e surge uma camada de queima de H (CQH) ao redor do núcleo de He. O He gerado nessa camada é depositado em cima do caroço de He.

A estrutura interna da estrela no fim da SP é um núcleo de He inerte e em contração envolvido pela CQH e, ambos envoltos por um envelope de H.

## 1.2 Estágios Pós Sequência Principal

Como apresentado anteriormente, as massas, juntamente com a composição química inicial, tem papel fundamental na evolução estelar subsequente. Estrelas com baixas massas terão estágios evolutivos bastante diferentes daqueles apresentados por estrelas com grandes massas. A seguir trataremos do caso de estrelas com baixas massas e massas intermediárias, para depois tratar das estrelas com altas massas.

### 1.2.1 Estrelas de baixa massa e massa intermediária

#### Ramo das Gigantes Vermelhas (RGB)

Quando a CQH entra em atividade, a energia gerada pela contração do núcleo de He se une a energia liberada pela nucleossíntese na CQH e isso produz uma pressão que faz com que o envelope se expanda e o raio e a luminosidade da estrela aumentem. Neste momento a estrela deixa a Sequência Principal e ingressa no Ramo das Gigantes Vermelhas (Red Giant Branch – RGB). O raio e a luminosidade continuarão a aumentar até que a contração do núcleo cesse.

Devido a expansão, a temperatura e a densidade do envelope diminuem. Ocorre então um aumento no gradiente de temperatura e surge uma zona convectiva próxima a superfície que se estende até regiões ricas em elementos produzidos pela nucleossíntese. Os produtos gerados na queima de H são transportados para a superfície através de convecção. Essa mistura causa uma

mudança química na superfície da estrela. Este processo é chamado de 1ª Série de Dragagem e as principais mudanças observadas na fotosfera são (Busso, Galino & Wasserburg 1999):

- Aumento de um fator de 3-4 na abundância de  $^{14}\text{N}$
- Diminuição de um fator de  $\sim 2$  na abundância de  $^{15}\text{N}$
- Redução de aproximadamente 30% na abundância superficial de  $^{12}\text{C}$
- Aumento de um fator de 2-3 na abundância de  $^{13}\text{C}$
- Redução das abundâncias superficiais de Be, Li e B em muitas ordens de grandeza
- Manutenção da abundância superficial de  $^{16}\text{O}$
- Enriquecimento de até 1 ordem de grandeza da abundância de  $^{17}\text{O}$
- Ligeiro esgotamento da abundância de  $^{18}\text{O}$  (cerca de 30%)
- Formação da razão  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  em torno de 20-30

A partir desse ponto, estrelas de baixa massa e massa intermediária se diferem no processo evolutivo. Ao contrário das estrelas de baixa massa, estrelas de massa intermediária conseguem atingir a temperatura e a densidade necessárias para iniciar a fusão do He antes que a contração leve à degenerescência do núcleo.

Como o núcleo das estrelas de baixa massa se encontra degenerado, a temperatura dessa região aumenta sem que a pressão aumente. Sua temperatura cresce até o ponto de romper a degenerescência e, de forma violenta, se inicia a queima do He (flash de He). Após o flash de He, a queima do He ocorre de forma estável assim como em uma estrela de massa intermediária.

Quando o núcleo começa a nucleossíntese do He ele deixa de se contrair e a expansão do envelope cessa. Nesse estágio a estrela sai do RGB e ingressa no Ramo Horizontal (Horizontal Branch – HB). A figura 1.2 apresenta a estrutura de uma estrela nesse estágio.

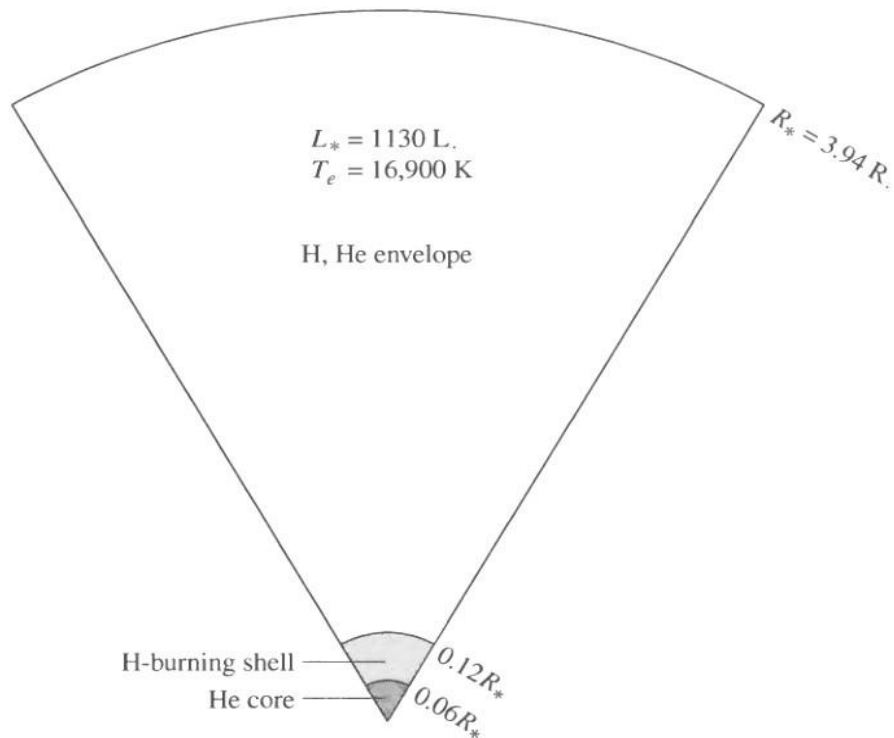
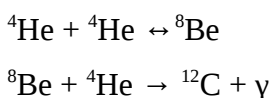


Figura 1.2 – Estrutura de uma estrela de  $5 M_{\text{sol}}$  no fim do RGB.  $L_*$ ,  $T_e$ , e  $R_*$  são, respectivamente, luminosidade da estrela, temperatura efetiva e o raio da estrela. Retirado de Carroll & Ostlie (2007).

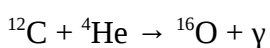
## Ramo Horizontal (HB)

Durante a fase sobre o Ramo Horizontal, a estrela vai fundir o He através do processo triplo- $\alpha$ , onde núcleos de He darão origem a núcleos de C e O. O produto dessas reações será depositado no interior do núcleo assim como ocorreu na queima do H. Todas as reações citadas no processo triplo- $\alpha$  e na captura  $\alpha$  foram retiradas de Maciel (1999).

O processo triplo- $\alpha$  ocorre em temperaturas maiores que  $10^8$  K. Através desse processo 3 núcleos de  $^4\text{He}$  (partículas alfa) são transformados em C:



Já com  $^{12}\text{C}$  disponível outro processo ocorre para gerar O, a captura  $\alpha$ :



Após a queima do He do núcleo, um caroço de C e O inerte é formado como resultado da nucleossíntese do He. Estrelas de baixa massa e massa intermediária não atingirão a temperatura suficiente para fundir C e O.

Acima do caroço de CO se forma uma camada de queima de He (CQHe). Sem a principal fonte de energia para manter o equilíbrio hidrostático da estrela, o núcleo contrai novamente, o envelope se expande e a luminosidade aumenta, assim como ocorreu no fim da SP. Com isso a CQH é empurrada para uma região mais fria e menos densa e cessa suas atividades. Com isso a principal fonte de energia da estrela se torna a CQHe.

Conforme o produto da CQHe é depositado no núcleo, o envelope expande ainda mais e, nesse momento, a estrela migra para o próximo estágio chamado Ramo Assintótico das Gigantes (AGB – Asymptotic Giant Branch). A figura 1.3 apresenta a estrutura interna de uma estrela nessa fase.

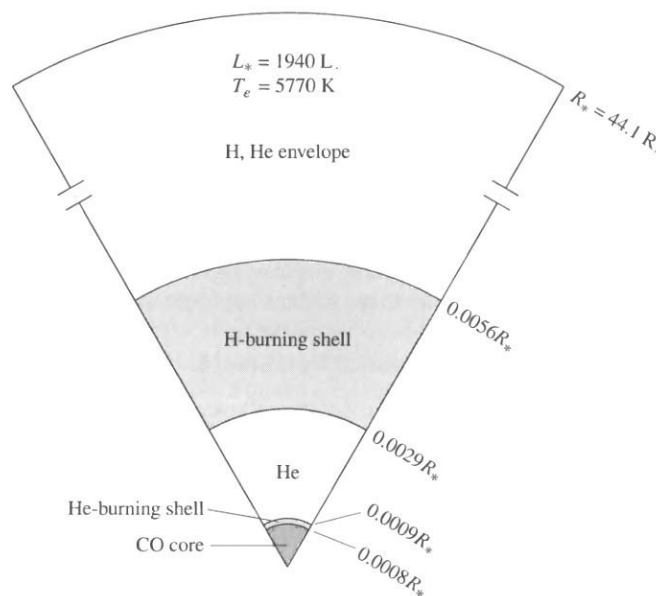


Figura 1.3 – Estrutura interna de uma estrela de  $5 M_{\text{sol}}$  no início do AGB.  $L_*$ ,  $T_e$ , e  $R_*$  são, respectivamente, luminosidade da estrela, temperatura efetiva e o raio da estrela. Retirado de Carroll & Ostlie (2007).

## Ramo Assintótico das Gigantes (AGB)

A fase AGB pode ser dividida em duas etapas: Early-AGB (E-AGB) – fase AGB inicial - e a Thermal Pulse-AGB (TP-AGB) – fase dos pulsos térmicos. A primeira é a fase onde todas as estrelas que ingressam no AGB passam e a segunda é a fase dos pulsos térmicos.

A medida que o envelope se expande, o gradiente de temperatura aumenta e surge uma nova zona convectiva. Quanto mais o núcleo se contrai, mais o envelope se expande e com isso a zona de convecção chega a regiões cada vez mais profundas. Essa zona convectiva leva até a superfície materiais gerados na queima do H e na queima do He. Chamamos esse novo processo de mistura de 2ª Série de Dragagens.

Como a segunda dragagem depende da profundidade que o envelope convectivo alcançou (precisa chegar a região em que se encontra o produto da queima do He), apenas estrelas de massa intermediária com massa inicial superior a  $4 M_{\text{Sol}}$  irão experimentar essa mudança nas abundâncias superficiais. As principais mudanças observadas na fotosfera após a segunda dragagem são:

- Material rico em cinzas da queima de H é misturado ao envelope (essencialmente  ${}^4\text{He}$  e  ${}^{14}\text{N}$ )
- Razão  ${}^{14}\text{N}/{}^{15}\text{N}$  sofre um aumento considerável (entre 6 e 7 vezes) devido a mistura de material pobre em  ${}^{15}\text{N}$
- Pequena mudança na abundância de  ${}^{12}\text{C}$
- A maioria dos isótopos de O não sofrem alterações

No momento em que o núcleo se torna completamente degenerado a contração cessa. A partir deste momento a única fonte de energia da estrela se torna a CQH e, a medida em que o He desta camada vai acabando, ela se contrai e o equilíbrio hidrostático é comprometido novamente. O envelope volta a se contrair e traz a CQH de volta a uma região mais quente. A medida que a CQH reinicia sua nucleossíntese, a CQHe vai diminuindo sua atividade. Aqui se encerra a E-AGB.

A maior fonte de energia no início do TP-AGB é a CQH. O produto dessa camada é depositado na região rica em He entre a CQH e a CQHe (região intershell), aumentando a temperatura e a pressão na parte inferior dessa região. Quando a massa da região rica em He atinge um valor crítico, a queima de He acontece de forma instável, dando origem a uma fuga termonuclear da matéria (pulso).

A região intershell se torna convectiva devido ao grande gradiente de temperatura e, surge também uma zona convectiva no envelope pelo mesmo motivo. Em estrelas com massa maior que  $1.2 M_{\text{sol}}$  o gradiente de temperatura é tão alto que as duas zonas de convecção se fundem e o material rico em produtos da queima de He e da queima de H é misturado e levado à superfície. Esse processo é chamado de 3ª Série de Dragagens. Estrelas com massas no intervalo  $1.2 M_{\text{sol}} \geq M \geq 4 M_{\text{sol}}$  (Pérez-Sánchez 2010), eventualmente podem ter suas abundâncias superficiais de carbono alteradas e elas poderão se tornar estrelas carbonadas.

A luminosidade da camada entre a CQH e a CQHe aumenta em várias ordens de grandeza devido ao pulso e o envelope volta a se expandir. Esse processo faz com que a CQH se desloque para uma região mais fria onde sua atividade é interrompida.

Quando a queima de He desenfreada diminui, a luminosidade da estrela cai e ela volta a se contrair. Dessa forma a CQH entra em atividade novamente e se reinicia o ciclo.

O período entre os pulsos depende da massa da estrela, podendo variar de milhares de anos para estrelas de massa intermediária à centena de milhares de anos para estrelas de baixa massa. A amplitude dos pulsos aumenta a cada pulso ocorrido.

A evolução na TP-AGB é fortemente dependente da massa da estrela, tendo seus mecanismos principais alta dependência com intervalos específicos de massa inicial. Na TP-AGB, uma nova classificação estelar de acordo com a massa inicial é adotada por Herwig 2005. Essa classificação auxilia a identificar os processos ocorridos em estrelas AGB durante a fase de pulsos. Estrelas com massa inicial até  $\sim 4 M_{\text{sol}}$  são chamadas de estrelas AGB de baixa massa e estrelas com massas no intervalo entre  $4 M_{\text{sol}}$  e  $8 M_{\text{sol}}$  são chamadas de estrelas AGB massivas. São classificadas dessa forma pois estrelas com massa inicial menor que  $4 M_{\text{sol}}$  não experimentarão o Hot Bottom Burning (HBB). Assim sendo, AGB de baixa massa são estrelas de baixa massa e algumas estrelas de massa intermediária e AGB massivas são estrelas de massa intermediária.

### Terceira Série de Dragagens ( Third Dredge-up – TDU)

A configuração da estrela para que ocorra a dragagem é um núcleo dentro de uma camada de queima envolta por um envelope. Essa dragagem vai ocorrer quando o envelope expandir e esfriar enquanto o núcleo continua contraindo. Os pulsos térmicos possuem condições favoráveis parecidas para que a dragagem ocorra durante o final de cada flash da camada de He. A TDU carrega produtos primários das queimas de H e He para a superfície como C, elementos do processo-s e He.

A consequência mais importante da TDU é a formação de estrelas C (estrelas carbonadas). A estrela inicia o AGB com a razão superficial C/O menor que 1. A cada episódio de dragagem, mais e mais material da região intershell é trazido para a superfície. Como a intershell possui 5 a 10 vezes mais C que O, a razão superficial C/O aumenta a cada dragagem. Eventualmente o número de dragagens é suficiente para fazer a razão se tornar maior que 1. Assim, a estrela se torna uma estrela carbonada. A figura 1.4 apresenta uma estrutura esquemática do interior de uma estrela AGB com a região onde ocorre a TDU.

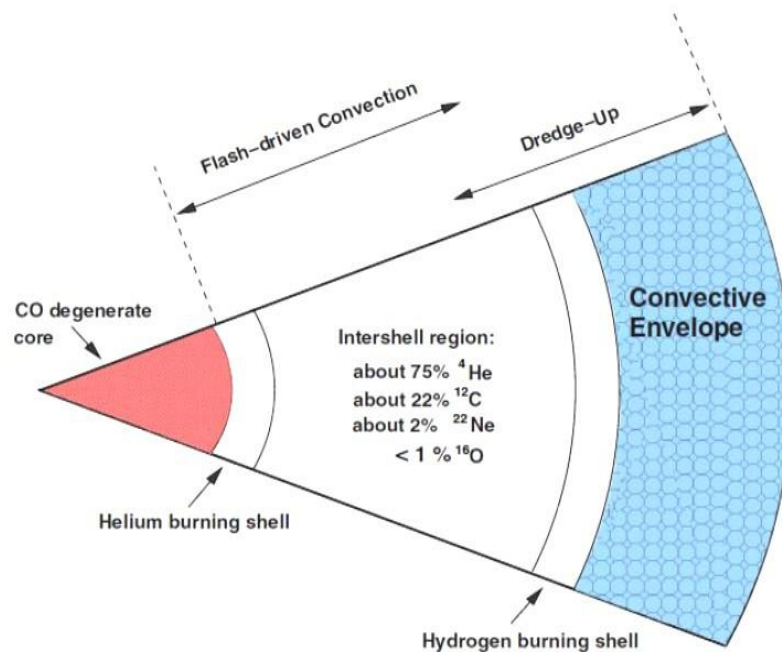


Figura 1.4 – Estrutura esquemática de uma estrela AGB mostrando a região onde ocorre a TDU e indicando as porcentagens dos elementos presentes na intershell. Retirado de Karakas & Lattanzio (2014).

## Nucleossíntese no AGB

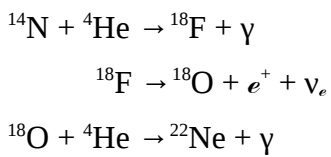
Devido ao fato de estrelas AGB produzirem diversos elementos a partir da queima de H e He, a sua nucleossíntese tem extrema importância para a evolução química das galáxias.

O carbono é gerado na queima do He através do processo tripo- $\alpha$  durante os eventos de flash da camada de He. O oxigênio é produzido nas partes radiativas mais profundas da camada de He. Depois do flash da camada de He a TDU ocorre e mistura o C e o O primários no envelope.

Quando o episódio do flash da camada de He termina, um período de queima de H começa e suas cinzas são depositadas acima da camada de He. Os produtos gerados nessa fase de queima são

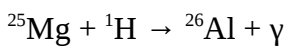
He e CNO das relações de equilíbrio do ciclo CNO. Nas cinzas da CQH todo o C e o O são transformados em  $^{14}\text{N}$  primário. Em AGB de baixa massa esse  $^{14}\text{N}$  não está no envelope, ele está abaixo do CQH. Estrelas AGB massivas alcançam temperatura alta o suficiente na base do envelope convectivo para que produza  $^{14}\text{N}$  no envelope.

Durante os flashes da camada de He, a alta geração de energia através do processo triplo- $\alpha$  faz com que uma instabilidade convectiva temporária seja induzida na intershell. Nessa região todo o  $^{14}\text{N}$  é transformado, através da captura  $\alpha$ , em  $^{22}\text{Ne}$  a partir dessas reações abaixo (Gallino et al. 1998):



Em estrelas AGBs de baixa massa, a temperatura da base da intershell com instabilidade convectiva temporária não será alta o suficiente e, só um pouco do  $^{22}\text{Ne}$  será queimado através das reações de captura  $\alpha$  para formar  $^{25}\text{Mg}$  e  $^{26}\text{Mg}$ . Devido a isso, a abundância de Ne acumula-se a cada pulso e pode alcançar 2% da massa da intershell. Essa abundância de Ne na intershell pode ser verificada observacionalmente (Herwig 2005).

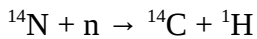
As estrelas AGB também abrigam a produção de elementos secundários. O radiativo  $^{26}\text{Al}$  é um dos elementos mais interessantes nessa categoria. Ele tem uma grande importância na Astronomia com raios gama e também nas análises de grãos pressolares. Ele é produzido na CQH durante o período entre os pulsos (interpulsos) através da reação do ciclo MgAl (Gallino et al. 1998):



Quando um flash da camada de He ocorre, o  $^{26}\text{Al}$  penetra na intershell junto com os outros elementos produzidos pela CQH. Nesta região ele é parcialmente destruído devido à exposição a nêutrons.

A nucleossíntese do F em estrelas AGB tem papel importante na evolução química galáctica do F. Ela está relacionada ao processo-s, pois a cadeia de reações do  $^{19}\text{F}$  envolve a queima do He e passa pelo isótopo pesado  $^{15}\text{N}$ . Na queima do He, o próton necessário para formar o  $^{15}\text{N}$  só pode ser fornecido por uma reação do tipo (n,  $^1\text{H}$ ), principalmente (Herwig 2005):





Os nêutrons usados nessa cadeia de reação são os mesmos usados para o processo-s.

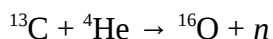
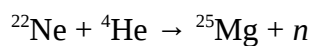
## Formação de elementos mais pesados que o Fe: Processo-s

O processo-s produz isótopos pesados através da captura de nêutrons. Esse processo ocorre de forma lenta se comparado ao tempo que um átomo precisa para decair através do decaimento beta. É a partir do processo-s que metade de todos elementos mais pesados que o ferro no Universo são formados (Arlandini et al. 1999).

Quando um elemento absorve um nêutron, ele se torna um isótopo desse elemento. Quando o isótopo é instável, ele decai através do decaimento beta e se torna um elemento mais pesado. Caso o isótopo seja estável, ele vai continuar capturando nêutrons até que se torne instável e decaia.

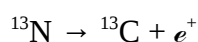
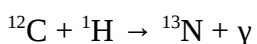
As observações e a teoria concordam que a produção nuclear local da principal e mais forte componente do processo-s é originada em estrelas AGB de baixa massa.

Para que o processo-s aconteça, é preciso que haja uma fonte de nêutrons. No AGB duas reações liberam nêutrons:



A primeira reação ocorre durante os pulsos térmicos, pois o  $^{22}\text{Ne}$  é formado através do ciclo CNO em regiões com temperaturas maiores que  $3 \times 10^8$  K. Por esse motivo ela é mais comum em estrelas de massa intermediária.

A principal fonte de nêutrons em AGB de baixa massa é o  $^{13}\text{C}$ . Ele é formado a partir das reações abaixo (Herwig 2005):



No fim de um episódio de dragagem da TDU, quando a base do envelope convectivo rico em H penetra na região intershell rica em  $^{12}\text{C}$ , uma mistura parcial cria uma fina camada que

providencia prótons e  $^{12}\text{C}$  simultaneamente. A figura 1.5 apresenta um cadeia de reações do processo-s com os elementos Zr, Nb e Mo.

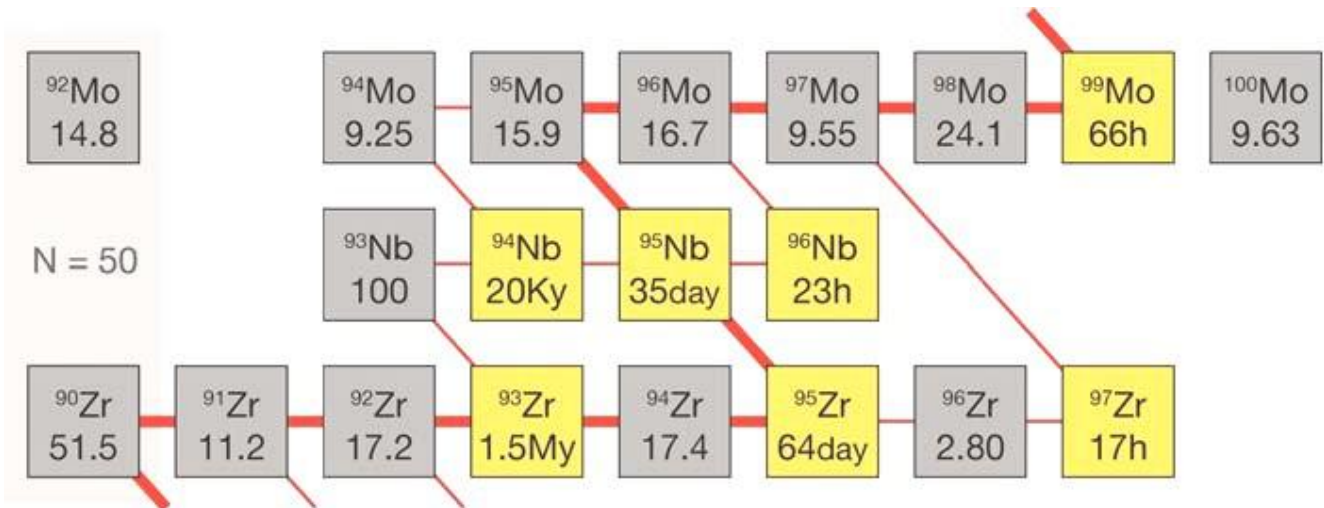


Figura 1.5 – Exemplo de uma cadeia do processo-s. Os isótopos em amarelo são instáveis. A linha vermelha mais grossa indica o caminho principal do processo. A linha vermelha mais fina indica outras reações não muito importantes. Os números nos isótopos instáveis representam o tempo de meia vida deles. Nos outros, é a fração de abundância isotópica. Retirado de Herwig (2005).

## Hot-Botton Burning (HBB)

Estrelas AGB massivas são caracterizadas por uma condição da CQH onde a parte externa dessa camada está incluída no envelope convectivo. Essa mistura convectiva nas suas partes mais externas injeta mais combustível na CQH. Essa condição é chamada de Hot-Botton Burning (HBB). Quanto maior o núcleo, assim como a massa do envelope, maior é a fração da CQH que está incluída na zona convectiva. Isso torna o HBB mais eficiente. Isso significa que a temperatura na base do envelope convectivo é maior.

O HBB transforma eficientemente o C dragado em N. Isso previne a formação de estrelas carbonadas, criando então um limite de massas para a formação de estrelas carbonadas, entre  $1.2 M_{\text{sol}}$  e  $4 M_{\text{sol}}$  (Pérez-Sánchez 2010). No final da evolução no AGB, a perda de massa reduz a massa do envelope e o HBB se torna menos eficiente.

As assinaturas da nucleossíntese no HBB incluem (Herwig 2005):

- Produção de Li
- Altas abundâncias de He e N

- Baixa razão C/O
- Baixa razão  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$
- Aumento das abundâncias de  $^{23}\text{Na}$ ,  $^{25}\text{Mg}$ ,  $^{26}\text{Mg}$  e  $^{26}\text{Al}$

A figura 1.6 apresenta um diagrama onde os processos de mistura e seus resultados mais importantes são apresentados segundo a massa da estrela.

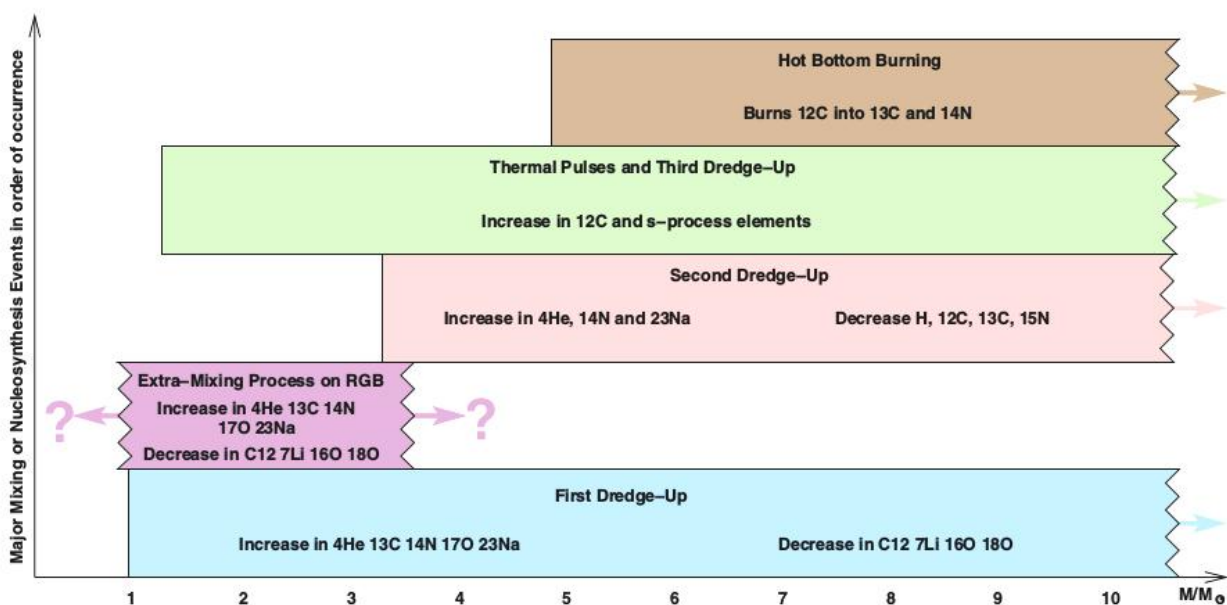


Figura 1.6 – Diagrama representando a dependência da massa dos eventos de dragagem, misturas e eventos nucleossintéticos para estrelas com metalicidade  $Z = 0,02$ . As espécies mais afetadas em cada etapa estão indicadas. Retirado de Karakas & Lattanzio (2014).

## A Perda de Massa e Formação do Envoltório Circunstelar

A perda de massa é um mecanismo crucial na fase AGB. É através da perda de massa que a estrela consegue evoluir e deixar o AGB. Devido aos pulsos térmicos, a estrela ejeta uma quantidade significativa de matéria e conforme a frequência de pulsos aumenta, mais matéria é ejetada, a gravidade superficial diminui e a matéria se torna cada vez menos ligada a estrela formando ao redor dela uma região chamada envoltório circunstelar. Esse envoltório é formado por gás e grãos de poeira.

No final do AGB, um vento radial lento (5 a 30km/s) aumenta a taxa de perda de massa da estrela ( $10^{-7} M_{\text{sol}} \leq \dot{M} \leq 10^{-4} M_{\text{sol}}$ ) e, com isso, o envoltório circunstelar cresce cada vez mais. A figura 1.7 apresenta ilustrações da estrutura interna de estrelas de até  $8 M_{\text{sol}}$  em diferentes estágios evolutivos.

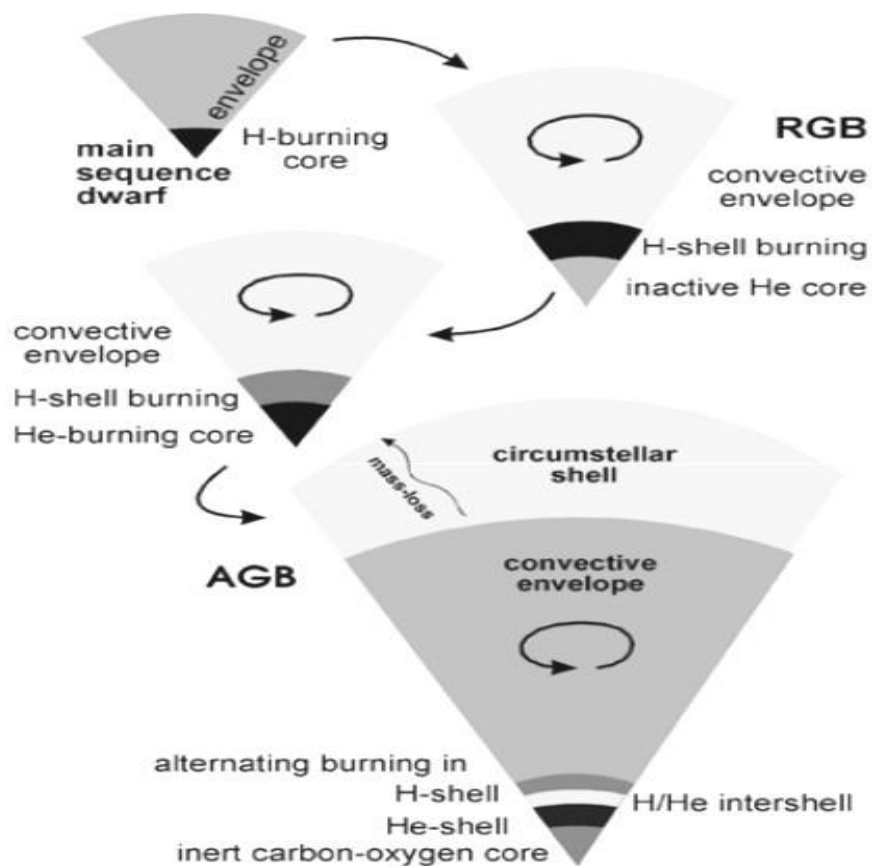


Figura 1.7 – Ilustração das diferentes zonas internas de estrelas de até  $8 M_{\text{sol}}$ . As dimensões estelares não estão em escala. Retirado de Lodders & Amari (2005).

Fases evolutivas finais para estrelas de baixas massas e massas intermediárias

Ao final do AGB, as taxas de perda de massa se tornam tão elevadas que removem todo o envelope estelar rico em H em uma escala de tempo de cerca de  $10^4$  anos (Habing & Olofsson 2004). Nesse momento a estrela ingressa na rápida fase chamada Pós-AGB.

Nessa fase a temperatura da estrela aumenta e sua luminosidade se mantém aproximadamente constante. Quando a temperatura atinge um valor crítico, cerca de 30000 K, o envoltório se torna ionizado devido a radiação vinda da estrela. A estrela vai produzir um vento rápido e menos denso que vai interagir com o vento lento e denso da fase AGB. A partir desse encontro a estrela se torna uma Nebulosa Planetária.

Durante a fase de nebulosa planetária, a estrela consome rapidamente sua energia. Dessa forma, ela resfria e sua luminosidade diminui. A estrela se torna uma anã branca.

## 1.2.2 Estrelas Massivas

Como descrevemos anteriormente, as massas estelares definem as sequências evolutivas subsequentes. Assim, trataremos agora das estrelas com grandes massas. Após sair da sequência principal as estrelas massivas continuam sua evolução para o lado direito do diagrama HR. Antes de atingir a região das estrelas RGB, a queima do He se inicia no núcleo. O produto dessa queima é  $^{12}\text{C}$ . Como o núcleo atinge temperaturas da ordem de  $10^9$  K, o C produzido também pode capturar partículas alfa e formar o  $^{16}\text{O}$ .

O He do núcleo se esgota deixando um caroço de C-O inerte. O núcleo contrai e uma fina camada de He começa a queimar ao redor do núcleo de C-O (CQHe). O produto da CQHe é depositado no núcleo. Acima dessa camada, a CQH também é ativada. E novamente, antes que a estrela alcance a região das estrelas RGB no diagrama HR, o caroço de C-O alcança a temperatura necessária pra iniciar a queima do C.

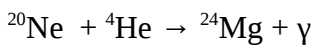
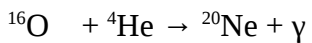
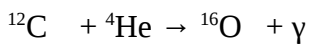
Antes de se tornar supernova, a estrela desenvolve uma estrutura no formato de casca de cebola, onde cada camada é fruto de um estágio de queima principal. Os produtos de cada estágio de queima são usados como combustível para o próximo estágio até o núcleo se tornar rico em Fe-Ni.

Como ocorre nas estrelas de baixas massas e massas intermediárias, a primeira reação principal nas estrelas massivas é a queima do H em He, seguida pela queima do He em  $^{12}\text{C}$  e  $^{16}\text{O}$ . Tais reações e seus resultados foram apresentados nas seções anteriores. Aqui a diferença se dá na produção do He, que no caso de estrelas massivas é preferencialmente via ciclo CNO. Um outro

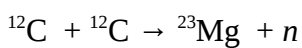
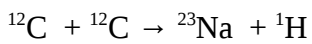
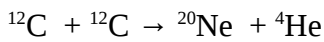
aspecto é que as estrelas massivas conseguem atingir as temperaturas necessárias para seu núcleo rico em C e O continuar os processos de queima. Nos próximos estágios de queima ocorrerão reações de captura- $\alpha$ , onde partículas de  ${}^4\text{He}$  (partículas  $\alpha$ ) são capturadas para formar novos elementos, e fotodesintegrações.

As escalas de tempo dos estágios de queima seguintes a queima do He são muito aceleradas se comparadas as escalas de tempo da queima de H e da queima de He. A queima de C dura algumas centenas de anos e a queima de Si cerca de um dia, variando de acordo com a massa estelar.

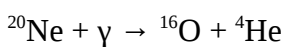
A queima do carbono se inicia a temperaturas da ordem de  $T \approx 10^9$  K através das reações (Maciel 1999):



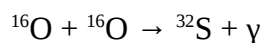
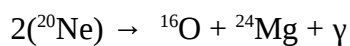
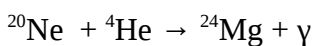
ou,



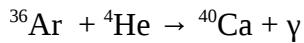
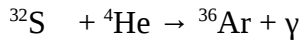
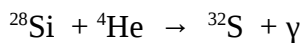
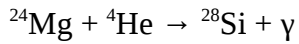
Em temperaturas superiores a  $10^9$  K, a queima do Ne ocorre através da fotodesintegração:



Nos casos em que a partícula- $\alpha$  produzida penetra a barreira potencial, as reações a seguir ocorrem:



Outros elementos são produzidos através do processo- $\alpha$ , onde as reações realizam-se através da captura de uma partícula- $\alpha$ . A queima de Mg, Si, S e Ar ocorrem através do processo- $\alpha$ :



As reações de queima vão seguir no núcleo até atingir o  ${}^{56}\text{Fe}$ , momento em que as reações deixam de ser exotérmicas. A figura 1.8 apresenta um diagrama casca de cebola com as camadas interiores de estrelas massivas e seus respectivos elementos.

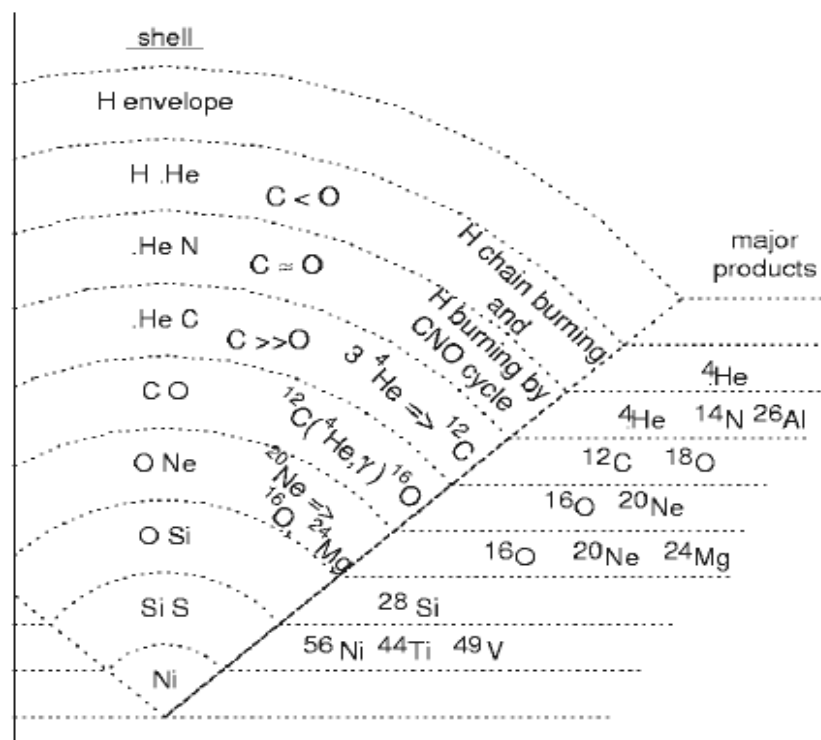


Figura 1.8 – Diagrama casca de cebola com as zonas de composição resultantes da nucleossíntese em estrelas massivas. Cada zona é rotulada com os elementos que são os combustíveis principais e seus produtos nucleares. Algumas reações nucleares e produtos de interesse ao estudo dos grãos pressolares estão indicados. Retirado de Lodders & Amari (2005).

Quando o núcleo atinge a composição do grupo do Fe ele não inicia uma nova queima. Isso acontece porque esses elementos possuem as mais altas energias de ligação, não podendo ser transformados em outros elementos com liberação de energia. O núcleo começa a se contrair

atingindo temperaturas e densidades muito altas até atingir as condições necessárias para a fotodesintegração dos núcleos de Fe. Os núcleos de Fe se fotodesintegram em partículas alfa e nêutrons. Durante o processo de fotodesintegração a energia térmica é consumida causando uma queda na temperatura e na pressão do núcleo. Dessa forma, ele não consegue sustentar as camadas exteriores e colapsa violentamente em uma implosão. A estrela encerra sua vida como uma supernova do tipo II.

Se o núcleo possuir massa inferior a  $2 M_{\text{sol}}$  a estrela se tornará uma estrela de nêutrons. Se a massa do núcleo for superior a isso, a estrela se tornará um buraco negro.

Quando o núcleo de uma estrela massiva colapsa, gera uma onda de choque que dá início a nucleossíntese explosiva. O intervalo de massas para isso ocorrer varia entre  $8 M_{\text{sol}}$  e  $40 M_{\text{sol}}$ , massas muito superiores a isso evoluem para um buraco negro (Maciel 1999). A nucleossíntese explosiva, ou processo-e, modifica fortemente a composição química da estrela. Os processos incluídos nessa nucleossíntese são fotodesintegrações que produzem partículas- $\alpha$ , prótons e nêutrons e, os processos de captura dessas partículas.

Na zona mais interna, o equilíbrio estático nuclear produz os elementos radiativos  $^{44}\text{Ti}$ ,  $^{48}\text{Cr}$ ,  $^{49}\text{V}$ ,  $^{51}\text{Mn}$ ,  $^{52}\text{Fe}$ ,  $^{55}\text{Co}$ ,  $^{56}\text{Ni}$ ,  $^{59}\text{Cu}$  e  $^{60}\text{Zn}$ . Esses elementos decaem para  $^{44}\text{Ca}$ ,  $^{48}\text{Ti}$ ,  $^{49}\text{Ti}$ ,  $^{51}\text{V}$ ,  $^{52}\text{Cr}$ ,  $^{55}\text{Mn}$ ,  $^{56}\text{Fe}$ ,  $^{59}\text{Co}$  e  $^{60}\text{Fe}$ , respectivamente (Lodders & Amari 2005).

Alguns isótopos observados em supernovas fornecem uma ligação de alguns grãos pressolares com esse tipo de fonte. Por exemplo,  $^{56}\text{Co}$  e  $^{57}\text{Co}$  observados na supernova SN 1987A, linhas  $\gamma$  de  $^{44}\text{Ti}$  foram observadas na remanescente de supernova Cas A e os excessos de  $^{44}\text{Ca}$  observados (Lodders & Amari 2005).

Além dos processos de nucleossíntese citados acima, outros processos muito importantes ocorrem em estrelas massivas: o processo-r e o processo-p.

## Outros processos de nucleossíntese: Processo-r e processo-p

Quando a estrela atinge temperaturas da ordem de  $10^8$  K ou superiores, várias reações que produzem nêutrons podem ocorrer. Os nêutrons gerados nessas reações podem ser capturados por outros núcleos formando elementos mais pesados. Esse processo é chamado de captura de nêutrons.

Quando o fluxo de nêutrons é baixo e a captura ocorre em um tempo menor que o tempo do decaimento  $\beta$ , ocorre o chamado processo-s que foi detalhado na seção de estrelas AGB. No caso do



processo-r, a captura dos nêutrons é mais rápida que o tempo de decaimento  $\beta$  e a formação de elementos pesados vai além do  $^{209}\text{Bi}$ .

Em temperaturas mais altas que  $2 \times 10^9$ , pode ocorrer o processo de captura de prótons chamado processo-p.

Tanto o processo-r quanto o processo-p são frequentemente relacionados a nucleossíntese explosiva, mas a exata localização em que esses processos ocorrem é ainda questionável (Lodders & Amari 2005). Uma importante mudança causada pelo processo-r e pelo processo-p, em termos de importância para o estudo de grãos pressolares, são os isótopos anômalos do Xe (Xe-HL). A figura 1.9 apresenta uma cadeia de reações do processo-r.

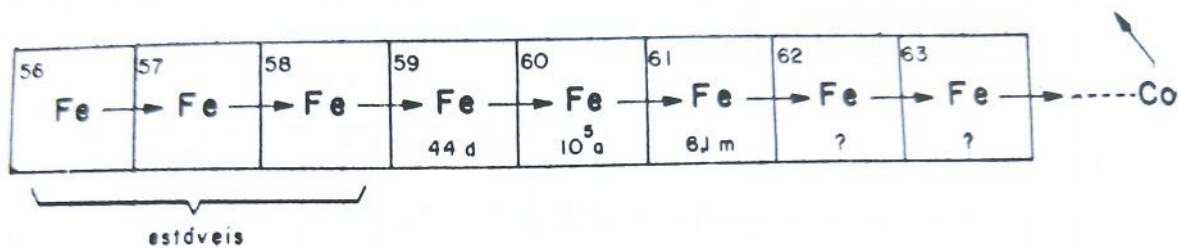


Figura 1.9 – Exemplo de uma cadeia do processo-r.

Nesse capítulo apresentamos uma breve discussão sobre evolução estelar. Enfatizamos os resultados produzidos por processos de nucleossíntese pois esses resultados são bastante importantes na identificação de grãos pressolares (Capítulo 3). No capítulo a seguir trataremos da formação dos grãos bem como suas composições químicas e características espectrais.

## 2 Formação de grãos em ambientes estelares

### 2.1 Formação dos Grãos

As fontes estelares mais conhecidas como formadoras de grãos são estrelas evoluídas frias, novas e supernovas. Para que uma espécie venha a ter uma condensação efetiva, é necessário que seu tempo de condensação seja menor que o período no qual ocorre as condições favoráveis para a formação do grão durante a evolução do objeto analisado (Lorenz-Martins 1995). Os únicos locais que satisfazem a condição fundamental para a condensação efetiva de espécies como SiO, MgO, Fe e compostos de carbono são os ventos de estrelas frias, novas e supernovas (Sedlmayr 1994). Essas espécies são determinantes na formação dos grãos em meios ricos em carbono e ricos em oxigênio, em equilíbrio (Lorenz-Martins 1995).

Nas próximas seções será abordada a formação de grãos de poeira em estrelas evoluídas frias que são as principais doadoras de poeira para o meio interestelar.

### Envoltório Circunstellar

Durante a fase de pulsos térmicos, as estrelas no AGB perdem uma quantidade expressiva de massa. As taxas de perda de massa nessa fase podem alcançar valores de até  $10^{-4} M_{\text{sol}}$  por ano (Habing & Olofsson 2004). Essa matéria ejetada pela estrela não se solta completamente do domínio gravitacional estelar instantaneamente. Dessa forma, a massa expelida cria um envoltório ao redor da estrela. A cada pulso uma nova camada de material é depositada no envoltório circunstellar. Os elementos encontrados no envoltório são os produtos recém sintetizados nos interiores estelares os quais são misturados à superfície pelas séries de dragagens.

A química dos envoltórios circunstelares, em princípio, deve ser a mesma da encontrada na fotosfera. Inicialmente a superfície da estrela é rica em O. Conforme ocorrem as dragagens da 3ª Série de Dragagens, quantidades de C são misturadas nessa superfície.

A razão C/O governa a evolução química do envoltório. Ela é importante pois a molécula CO é muito estável devido sua alta energia de ligação (Habing & Olofsson 2004). Com isso, após a formação das moléculas CO, se a razão C/O for maior que 1 a estrela é uma estrela carbonada. No caso dela ser menor que 1, temos uma estrela oxigenada. As abundâncias de C ou O ditarão as espécies de moléculas e grãos encontrados no envoltório.

Devido a ação dos ventos estelares (via pressão de radiação), o envoltório é levado para regiões mais distante da estrela. Quando o material alcança a densidade e uma temperatura fria o suficiente, ocorre a nucleação de grãos. Esses grãos absorvem a radiação da estrela em comprimentos de onda mais curtos, como o ultravioleta e o visível, e reemitem no infravermelho. Por isso, dependendo da densidade do envoltório a estrela pode ficar invisível na região visível do espectro.

Os ventos estelares começam de forma lenta tendo velocidades entre 1 e 3 km/s em regiões próximas à fotosfera. Na fase pós-AGB, a ação da pressão da radiação acelera os grãos presentes no envoltório. Em um ponto crítico do envoltório esse vento pode atingir velocidades supersônicas e sua velocidade terminal é em torno de 10 a 30 km/s. Esse é o mecanismo mais utilizado para descrever a aceleração dos ventos estelares. Os fótons emitidos pela estrela são absorvidos pelos grãos e reemitidos no infravermelho. Nesse processo o fóton transfere parte do seu momento original para o grão. Isso faz com que a pressão de radiação seja maior que a força gravitacional e, o grão é acelerado. Além disso, o momento do grão é transferido para o gás (devido a sua viscosidade) e ele também é acelerado (acoplamento gás-grão). Dessa forma, os grãos geram uma força de arraste que vai levando o envelope para cada vez mais longe da estrela. Para que esse mecanismo ocorra é necessário que haja grãos no envoltório. A teoria mais aceita é que, no momento dos pulsos, a matéria atinge uma região mais fria e os grãos são formados.

Acredita-se que os grãos desempenham um papel importante no arraste da matéria estelar ejetada. Os processos para a formação dos grãos ainda são alvos de muitas pesquisas. A teoria mais aceita atualmente para explicar a formação de grãos em envoltórios de estrelas evoluídas frias é a chamada Teoria Clássica de Nucleação (TCN) que descreve a formação de pequenos aglomerados em um vapor supersaturado a partir de colisões entre partículas e átomos (Andersen 2011). Quando os aglomerados e/ou moléculas se unem formam os grãos.

As moléculas são formadas a partir de fluxos estelares. Esses fluxos compostos de matéria quente se expandem até o momento em que a temperatura do gás e a densidade de matéria diminuem. Isso faz com que esse gás mais frio e menos denso se combine criando moléculas cada vez mais complexas com o aumento da distância. Em dadas distâncias onde a temperatura do gás se torna igual a temperatura de condensação do sólido (essa temperatura varia para cada espécie de



crítico é o menor aglomerado em que, após o crescimento por adição, a probabilidade de crescimento é maior que a probabilidade de decrescimento. Esse núcleo será usado como “semente” para os futuros grãos. A taxa de nucleação em um ambiente é o número de núcleos críticos formados por unidade de tempo e volume (Lorenz-Martins 1995). Ela é uma função da temperatura, supersaturação e densidade do gás (Andersen 2011).

A teoria clássica da nucleação pode ser dividida em duas categorias: Nucleação Homogênea e Nucleação Heterogênea.

A nucleação heterogênea considera a formação de aglomerados através de reações químicas usando os núcleos críticos existentes para formar aglomerados críticos com uma composição química diferente dos demais. Esse método de nucleação não utiliza colisões como o mecanismo para formar aglomerados e sim reações químicas, porém ele emprega núcleos críticos já formados que podem ser frutos de colisões.

A nucleação homogênea relata a formação de aglomerados quimicamente homogêneos por adição de moléculas de um só tipo (monômeros). Essa categoria de nucleação pode ser dividida em dois outros grupos: nucleação homogênea homomolecular e nucleação homogênea heteromolecular. No caso da homomolecular, a formação dos aglomerados se dá por adição/perda de moléculas do mesmo tipo. Já a heteromolecular forma os aglomerados por adição/perda de moléculas de tipos diferentes. A nucleação homogênea homomolecular explica a formação de carbono amorfo em envoltórios de estrelas carbonadas e silicatos, MgO, Fe- e MgS em envoltórios de estrelas oxigenadas. A partir da nucleação homogênea heteromolecular pode-se explicar a formação de carbono amorfo através da combinação de várias moléculas como  $C_1$ ,  $C_2$ ,  $C_2H$ ,  $C_2H_2$ , entre outras. Pode-se explicar também a formação de silicatos através de combinações de várias moléculas em fluxos de estrelas oxigenadas.

O crescimento dos grãos é determinado através da adição de moléculas e monômeros. Já o tipo de estrutura que cada grão terá vai depender da taxa de adição desses monômeros à superfície do grão. No caso de uma captura lenta, os monômeros terão mais tempo para se ajustar a superfície do grão se arrumando em uma posição energeticamente mais estável dentro da estrutura cristalina do grão antes da captura de um outro monômero. Se as capturas seguintes mantiverem o mesmo padrão de ajuste antes da próxima captura, o processo acontecerá em equilíbrio termodinâmico e se formará uma estrutura monocristalina. No caso de capturas mais rápidas se comparadas ao tempo de reajuste dos monômeros capturados, ocorrerá a formação de grãos amorfos. Em um caso intermediário, quando ocorre um reajuste local dos monômeros, estruturas policristalinas se formarão.

Em grãos heterogêneos outras estruturas mais complexas podem ser formadas além das citadas no parágrafo acima. Por causa das diferentes condições químicas da sua formação, esses grãos podem apresentar estruturas com mantos, grãos com carga e grãos amorfos através de composição heterogênea. Os grãos com manto são formados a partir das várias condições químicas (diferentes abundâncias de espécies condensantes) experimentadas pelo grão através de sua trajetória no vento estelar. Como ele é arrastado pelo vento por diferentes meios químicos no envoltório, sua estrutura lembra a forma de uma cebola. Por outro lado, os grãos com carga são formados através dos seus átomos/moléculas constituintes que interagem com a radiação UV e se tornam ionizados.

Na Figura 2.1 apresentamos um esquema ilustrando a região de formação de grãos em estrelas frias e suas características físicas.

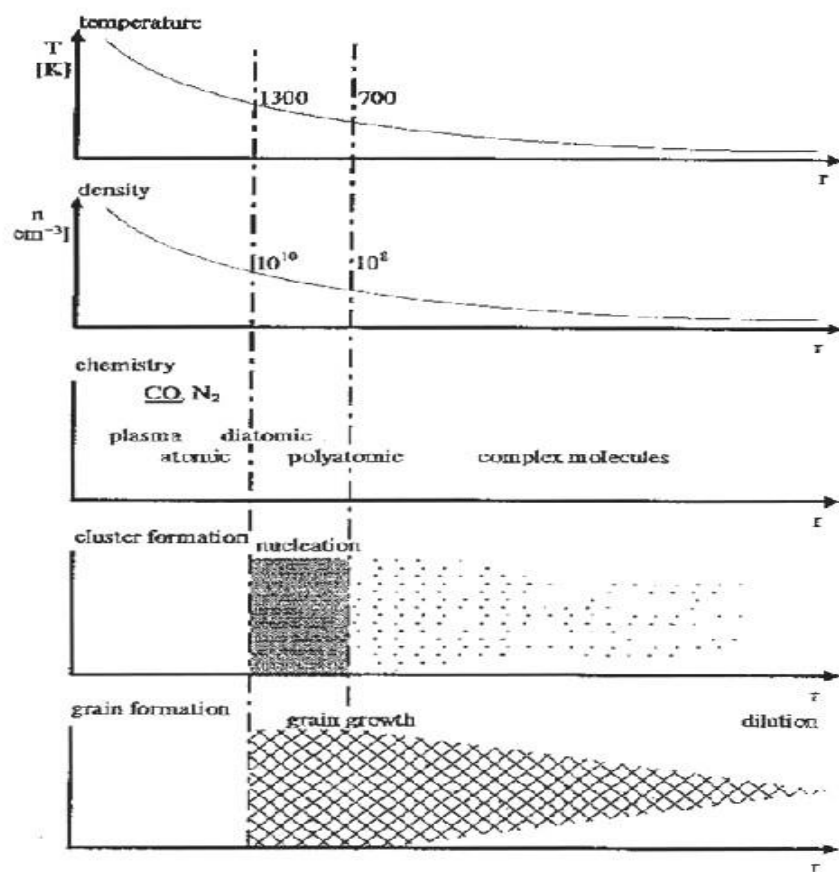


Figura 2.1 – Esquema simplificado dos parâmetros físicos do envoltório em função da distância radial à estrela. Retirado de Sedlmayr (1994).

## 2.2 Formação de grãos em supernovas

Os limites entre as camadas de uma pré-supernova são caracterizados por mudanças bruscas nas composições isotópicas. Algumas camadas devem se misturar durante a explosão da supernova para produzir os dados coletados em grãos pressolares. Os produtos das camadas mais externas He/N e He/C devem se misturar aos das camadas mais internas, porém a mistura deve ser parcial para que a razão C/O seja suficiente para a formação de grãos carbonados como SiC e grafite. As camadas mais internas possuem razão C/O menor que 1 e as zonas He/N e He/C são os únicos locais onde a razão C/O superam a unidade.

Estrelas com massas entre  $30 M_{\text{sol}}$  e  $40 M_{\text{sol}}$ , perdem seu envelope rico em H durante a fase de supergigante vermelha. Já as estrelas com massas superiores a  $40 M_{\text{sol}}$  perdem sua zona rica em H durante a sequência principal, vindo a evoluir para estrelas Wolf-Rayet (WR). A alta perda de massa das estrelas WR produz um envoltório circunstelar ao redor delas, tornando-as potenciais produtoras de grãos.

As estrelas WR podem ser ricas em N (WRN) caso tenham perdido apenas a camada rica em H, deixando visível a zona que contém os produtos do ciclo CNO. Estrelas WR ricas em C (WRC) são mais massivas que as ricas em N e, elas perderam suas zonas ricas em H e He deixando a camada rica em produtos do processo triplo- $\alpha$  visível. Já as estrelas WR ricas em O (WRO) são as mais massivas e são estrelas que, através da captura- $\alpha$  do C, obtiveram a abundância superficial de O aumentada (Lodders & Amari 2005).

Como visto acima, devido a grande perda de massa de diversas camadas com composições isotópicas diferentes, os envoltórios de estrelas WR podem condensar grãos ricos em carbono (WRC) ou grãos ricos em oxigênio (WRN e WRO), dependendo da quantidade perdida das camadas ricas em H e He.

As principais características que um grão formado em envoltórios de WR deve ter, segundo Lodders & Amari (2005):

- enriquecimento em  $^{14}\text{N}$  e  $^{22}\text{Ne}$
- evidências de  $^{26}\text{Al}$
- evidências de  $^{41}\text{Ca}$
- enriquecimento em  $^{12}\text{C}$

## 2.3 Grãos e o Meio Interestelar

O meio interestelar é composto de gás e poeira. Em espectros estelares, a poeira é responsável pelo avermelhamento de sua fonte e por causa disso começou-se a deduzir sua presença no espaço. Por volta da década de 1960, a astronomia no infravermelho começou a se aprimorar (Henning 2010). No entanto, foi a partir do levantamento de todo o céu no infravermelho distante feito pelo satélite IRAS (Infrared Astronomy Satellite), lançado em 1983, que os indícios da existência de poeira em todo o meio interestelar e em fontes estelares se tornaram mais evidentes. Os grãos de poeira absorvem os comprimentos de onda ópticos e no ultravioleta vindos da fonte, são aquecidos e reemitem a luz no infravermelho. Assim, a espectroscopia no infravermelho analisa os espectros na faixa onde os grãos emitem. Com os instrumentos KAO (Nasa Kuiper Airborne Observatory) e o LRS (Low Resolution Spectrometer) a bordo do IRAS, foi possível fazer uma varredura na faixa de 8  $\mu\text{m}$  a 23  $\mu\text{m}$ . Outro importante projeto foi o satélite ISO (Infrared Space Observatory), lançado em 1995. Os instrumentos SWS (Short Wavelength Spectrometer) e o LWS (Long Wavelength Spectrometer) a bordo do ISO trouxeram novos resultados no campo da poeira interestelar. Eles operaram na faixa entre 2  $\mu\text{m}$  e 200  $\mu\text{m}$ . Já o Spitzer Space Telescope, lançado em 2003, usando o Infrared Spectrograph (IRS), disponibilizou muitos espectros na faixa entre 5  $\mu\text{m}$  e 40  $\mu\text{m}$ . Com base nos estudos da poeira no meio interestelar é possível analisar a física e a química do meio interestelar, os processos de formação de estrelas e as últimas fases de vida das estrelas (Henning 2010). A seguir apresentamos alguns exemplos destes projetos nas Figuras 2.1 a 2.3.

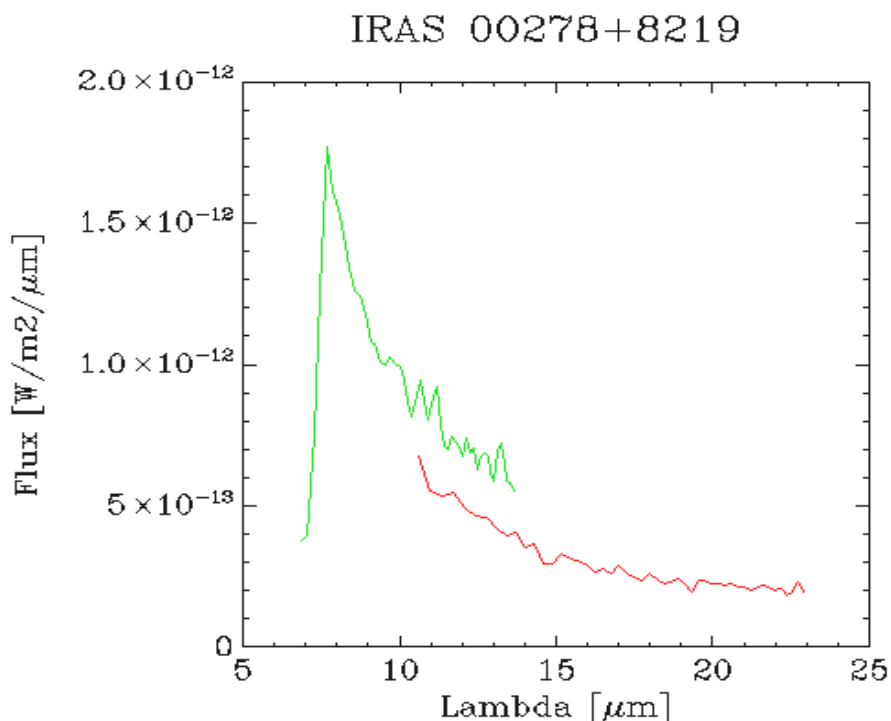






Figura 2.4 – Espectro da estrela GJ687 obtido pelo Spitzer. Estrela oxigenada de tipo espectral M3,0V.

## Observações, Identificações e Resultados Observacionais

Os grãos de poeira são estudados através da sua interação com a radiação eletromagnética. Os grãos absorvem, espalham e emitem a radiação. O comportamento da luz absorvida, espalhada e emitida pelos grãos depende do seu tamanho, forma e composição. Essas características afetam a assinatura da poeira no espectro. A partir disso, é possível analisar a poeira comparando espectros observados com espectros laboratoriais. Esses espectros são produzidos com minerais naturais ou sintetizados, variando diversos parâmetros como a temperatura por exemplo. Os tipos de espectro mais utilizados são os de reflexão e absorção. As principais bandas da poeira cósmica estão localizadas no infravermelho, então essa é a região utilizada para estudar os grãos.

Para se interpretar corretamente os espectros astronômicos disponíveis atualmente é necessário usar modelos que considerem o uso de cálculos de transferência radiativa. Para tais cálculos, utiliza-se constantes ópticas medidas em laboratório e suposições sobre a composição, tamanho, formato e abundância dos grãos, além da geometria da fonte (Henning 2010).

Como dissemos, o tamanho e a forma do grão afetam a sua assinatura espectral, mas além disso, a temperatura pode alterar o formato e a posição das linhas espectrais também. Isso ocorre porque as constantes ópticas são dependentes da temperatura. Baseado nas comparações entre espectros laboratoriais e astronômicos, foi possível identificar assinaturas características de espécies de poeira em fontes estelares e no meio interestelar.

## 2.4 Principais espécies de grãos e moléculas observadas em envoltórios circunstelares

As espécies de grãos e moléculas encontradas em envoltórios de estrelas evoluídas frias dependem da química que governa o envoltório, conforme dito anteriormente. Eles podem ser classificados em ricos em carbono e ricos em oxigênio.

Espécies de grãos encontradas em envoltórios ricos em O refletem uma química também rica em O. As moléculas encontradas nesse tipo de envoltório são: SiO, OH, H<sub>2</sub>O, CO<sub>2</sub>, MgO, MgS, entre outras. Já as espécies de grãos esperados em envoltórios oxigenados são basicamente óxidos e silicatos. A tabela 2.1 apresenta uma breve lista dos compostos. A partir de Ca e Al pode-se obter corundum, spinel, hibonita, gehlenite e anorthite. Si e Mg se condensam para formar enstatita e forsterita. E, o ferro forma uma liga de Fe-Ni e troilite (Lodders & Amari 2005). Diversas das espécies citadas acima foram observadas em espectros de estrelas do tipo M (estrelas ricas em oxigênio), alguns exemplos serão mostrados a seguir. Silicatos possuem assinatura em 9,7  $\mu\text{m}$  observada em diversos espectros de estrelas M. Já as emissões em 20  $\mu\text{m}$  e 28  $\mu\text{m}$  são atribuídas a piroxênio rico em Mg e olivina forsterítica. O corundum é observado em 40-50% das estrelas do tipo M (Lodders & Amari 2005) e sua assinatura de emissão é em 13  $\mu\text{m}$ . O ferro metálico não pode ser medido no IR, porém sua presença é inferida através da necessidade de se adicionar uma fonte abundante de opacidade IR para ajustar os espectros de estrelas M (Lodders & Amari 2005). A tabela 2.1 apresenta as bandas características de compostos encontrados em envoltórios ricos em oxigênio.

Tabela 2.1 – Compostos encontrados em envoltórios ricos em oxigênio ( $C/O < 1$ ) e suas bandas características. Cortesia de S. Lorez-Martins.

Banda ( $\mu\text{m}$ )	Material
9,2	Enstatita
9,85 – 10,0	Silicatos desordenados
11,2 – 11,4	Ortho-silicatos (Mg <sub>2</sub> SiO <sub>4</sub> )
11,8 – 12,0	Ortho-silicatos (Ca <sub>2</sub> SiO <sub>4</sub> ), aluminatos
13,0 – 13,2	Vários óxidos
20 (estreita)	Vários óxidos
20 (alargada)	Superposição de vários silicatos

Em envoltórios carbonados podemos esperar moléculas do tipo: HCN, C<sub>2</sub>H, HC<sub>3</sub>N, CH<sub>4</sub>, SiC, MgS entre outras (Lorenz-Martins 1995). Uma característica importante em envoltórios ricos

em C é a presença de hidrocarbonetos policíclicos aromáticos (PAH). As principais bandas apresentadas por eles são: 3,3  $\mu\text{m}$ , 3,4  $\mu\text{m}$ , 6,2  $\mu\text{m}$ , 6,9  $\mu\text{m}$ , 7,7  $\mu\text{m}$ , 8,6  $\mu\text{m}$  e 11,3  $\mu\text{m}$  (Speck 1998). As espécies de grãos previstas em envoltórios ricos em carbono são carbono, carbetos (TiC, SiC), sulfetos (CaS, MgS), nitretos (AlN, TiN) e, derivados do ferro, como FeSi e troilite (Lodders & Amari 2005). Algumas das espécies citadas acima foram observadas em espectros IR. O SiC possui uma assinatura em 11,3  $\mu\text{m}$  e observado em muitas estrelas carbonadas. O carbono é encontrado como carbono amorfo ou grafite. O diamante não é visto como uma espécie a se formar em ambientes sob condições de equilíbrio termodinâmico (Lodders & Amari 2005). Porém existem observações que identificaram as emissões 3,43  $\mu\text{m}$  e 3,53  $\mu\text{m}$  que são atribuídas a diamantes com a superfície hidrogenada em um envoltório de uma estrela carbonada, em uma pós-AGB muito pobre em metais e em uma protonebulosa planetária (Lodders & Amari 2005). O MgS exibe uma assinatura característica em 30  $\mu\text{m}$ . A assinatura em 21  $\mu\text{m}$  é atribuída ao TiC, porém ainda não se tem total certeza disso. A tabela 2.2 apresenta algumas espécies observadas em estrelas ricas em carbono ( $C/O > 1$ ). Na figura 2.5 apresentamos espectros ISO SWS ricos em carbono para quatro estrelas em diferentes estágios evolutivos e na figura 2.6 são mostrados espectros ISO SWS de quatro estrelas ricas em oxigênio. Em ambas estão marcadas as características espectrais mais importantes. A tabela 2.2 apresenta as bandas características de compostos encontrados em envoltórios ricos em carbono.

Tabela 2.2 – Compostos encontrados em envoltórios ricos em carbono ( $C/O > 1$ ) e suas bandas características. Cortesia de S. Lorenz-Martins.

Banda ( $\mu\text{m}$ )	Material
11,3	SiC
21,0	TiC
30,0	MgS
30,0	SiS <sub>2</sub>

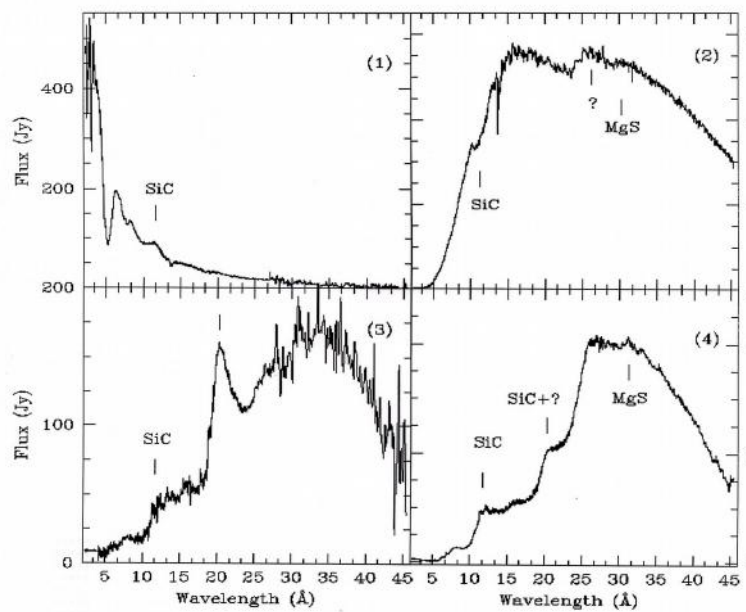


Figura 2.5 – Espectros ISO SWS de estrelas carbonadas em diferentes estágios evolutivos com as bandas de SiC e MgS indicadas. Cortesia S. Lorenz-Martins.

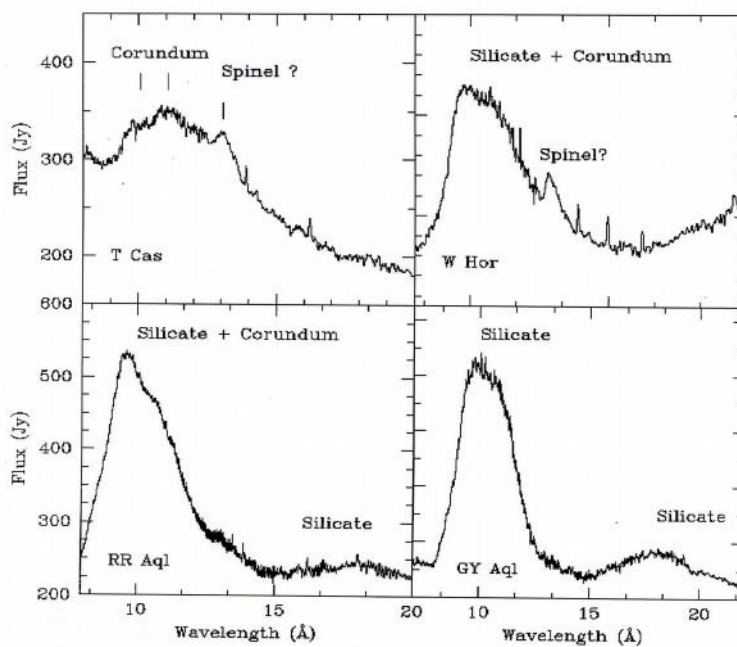


Figura 2.6 – Espectros ISO SWS de estrelas oxigenadas com as bandas de silicatos e corundum indicadas.  
Cortesia S. Lorenz-Martins.

## 2.5 Transferência Radiativa em Envoltórios Circunstelares

Conforme apresentado acima, estrelas evoluídas frias apresentam uma distribuição espectral de energia que se aproxima a de um corpo negro com temperaturas entre 2000 K a 4000 K. O gás do envoltório possui opacidade desprezível no contínuo e, por isso, não há uma troca de energia importante entre a radiação e o gás. Dessa forma, a transferência da radiação ocorre principalmente através dos grãos. Eles determinarão a absorção e o espalhamento da radiação e isso dependerá da quantidade de grãos no envoltório, da temperatura dos grãos e das espécies químicas encontradas.

A interação entre a radiação e os grãos é calculada através da solução das equações de Maxwell para uma luz polarizada espalhada devido à interação com partículas sólidas esféricas de raio arbitrário. Essa solução foi resolvida por Mie (1908) e Debye (1909) de forma independente.

A teoria de Mie descreve o problema de uma luz polarizada, de comprimento de onda  $\lambda$ , incidente em uma esfera, de raio  $a$ , e de índice de refração complexo  $m$ , sendo parte da energia absorvida pela esfera e parte dela espalhada (Pilling 2002). Suas propriedades de espalhamentos podem ser dadas em função do parâmetro adimensional  $x$  e do índice de refração complexo  $m$  (Pérez-Sánchez 2010):

$$x = 2\pi a / \lambda$$

$$m = n - ik,$$

onde  $a$  é o raio da esfera,  $\lambda$  é o comprimento de onda da luz polarizada,  $n$  é o índice de refração e  $k$  é o índice de absorção. As constantes  $n$  e  $k$  são conhecidas como constantes ópticas de um dado material e, em geral, elas são funções do comprimento de onda. Quando o comprimento de onda é muito menor que o raio da partícula, utiliza-se o espalhamento Rayleigh e quando o comprimento de onda é muito maior que o raio da partícula, emprega-se a teoria de difrações. As figuras 2.7 a

2.15 mostram as constantes ópticas  $n$  e  $k$  dos minerais SiC, nanodiamantes meteoríticos, C em 1073,15 K, corundum, spinel,  $\text{MgSiO}_3$  e piroxênio. No eixo y os valores das constantes ópticas e no eixo x os comprimentos de onda em  $\mu\text{m}$ .

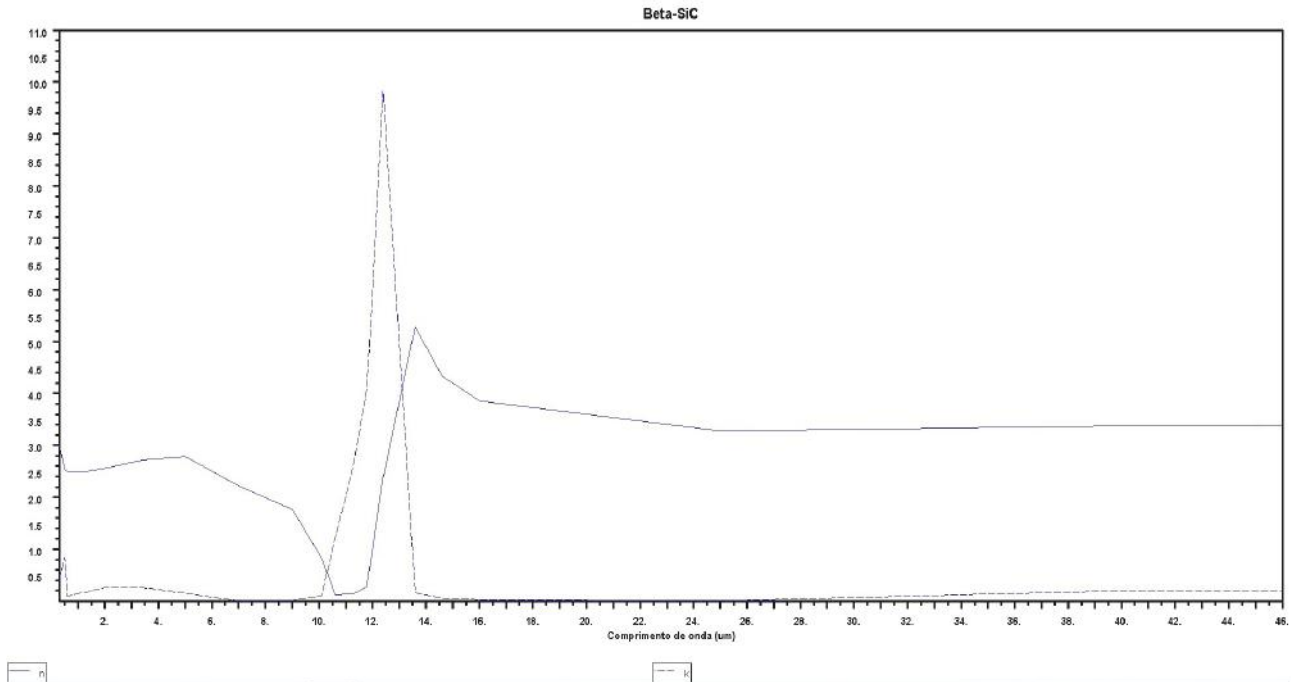


Figura 2.7 – Constantes ópticas  $n$  e  $k$  do  $\beta$ -SiC, onde  $n$  é a linha contínua e  $k$  a linha tracejada.

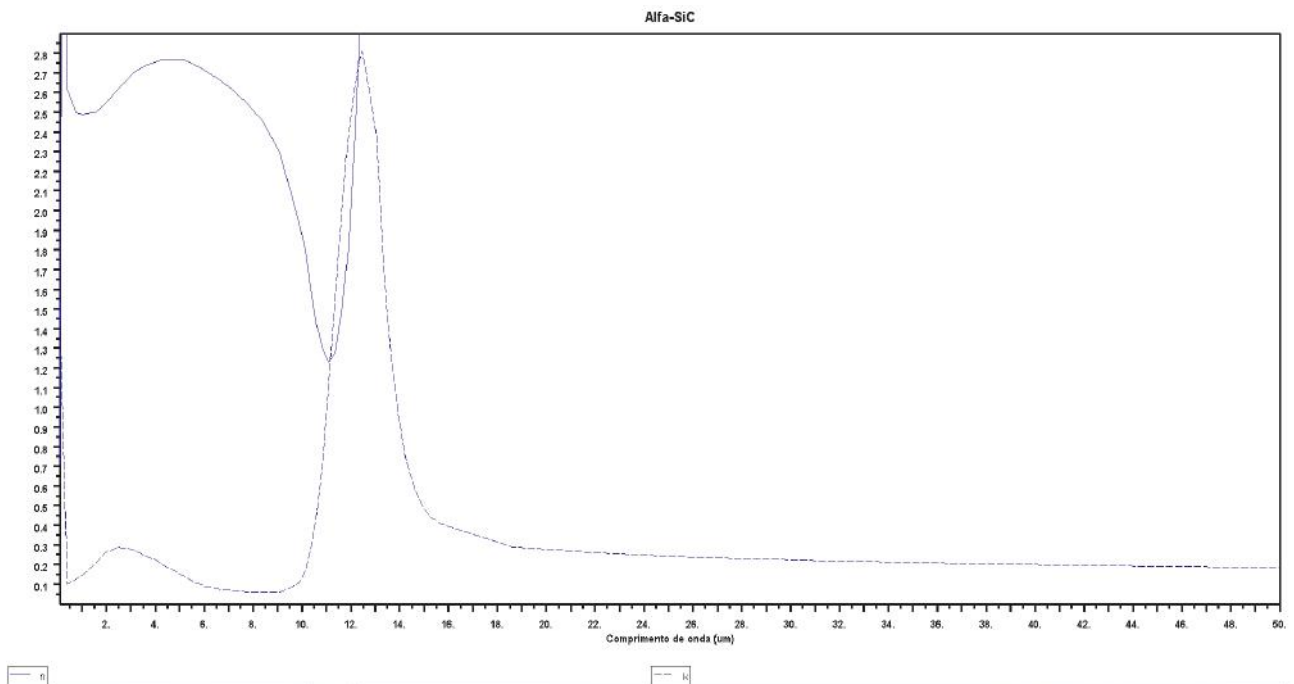


Figura 2.8 – Constantes ópticas  $n$  e  $k$  do  $\alpha$ -SiC, onde  $n$  é a linha contínua e  $k$  a linha tracejada.

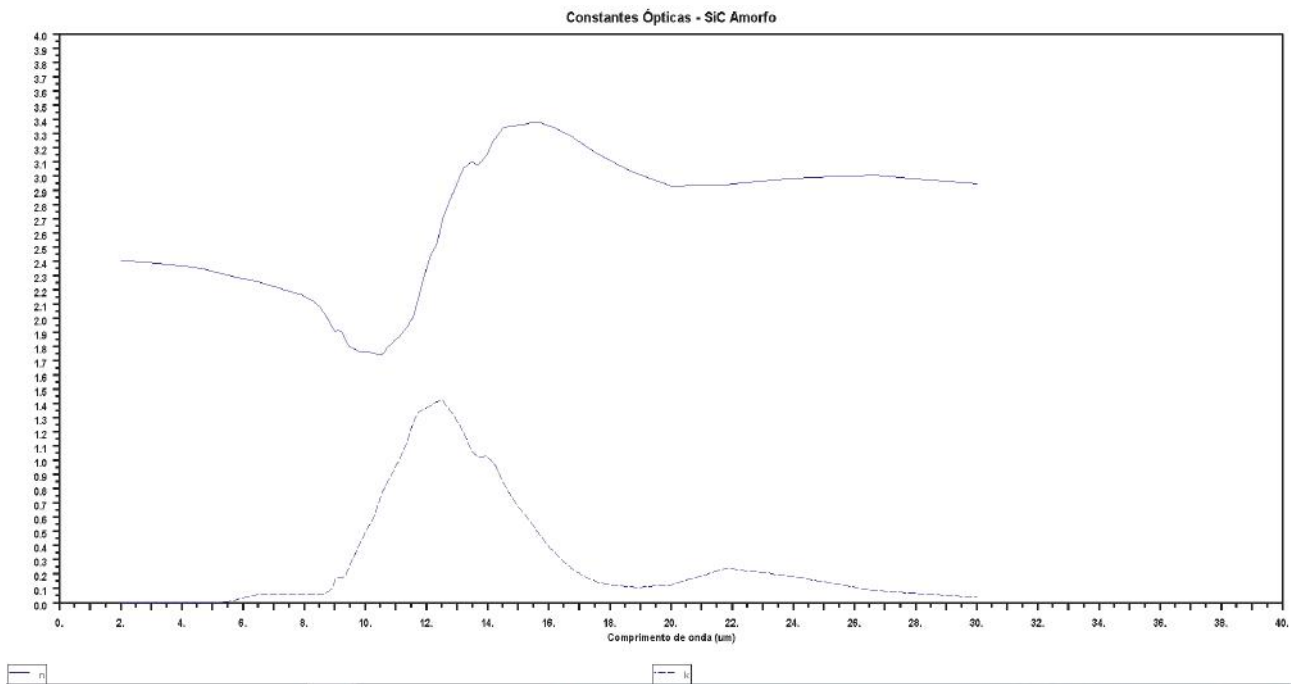


Figura 2.9 – Constantes ópticas  $n$  e  $k$  do SiC amorfo, onde  $n$  é a linha contínua e  $k$  a linha tracejada.

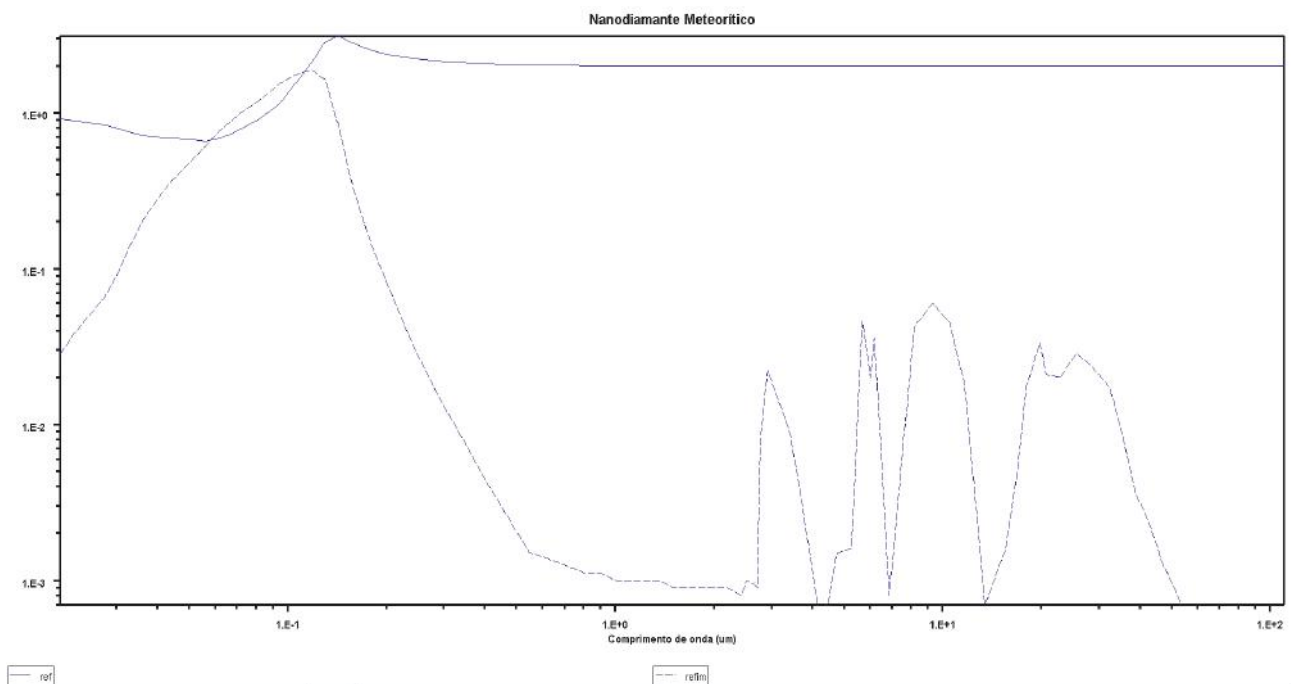


Figura 2.10 – Constantes ópticas  $n$  e  $k$  do nanodiamante meteorítico, onde  $n$  é a linha contínua e  $k$  a linha tracejada.



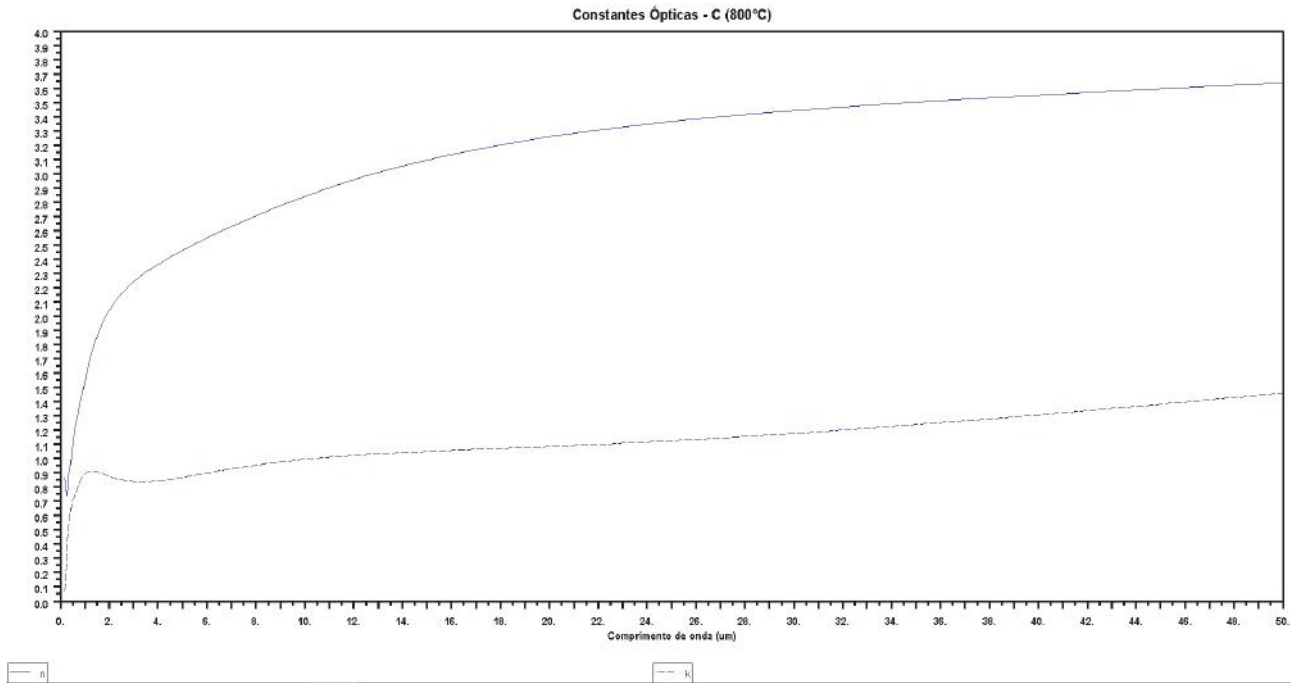


Figura 2.11 – Constantes ópticas  $n$  e  $k$  do C em 1073,15 K, onde  $n$  é a linha contínua e  $k$  a linha tracejada.

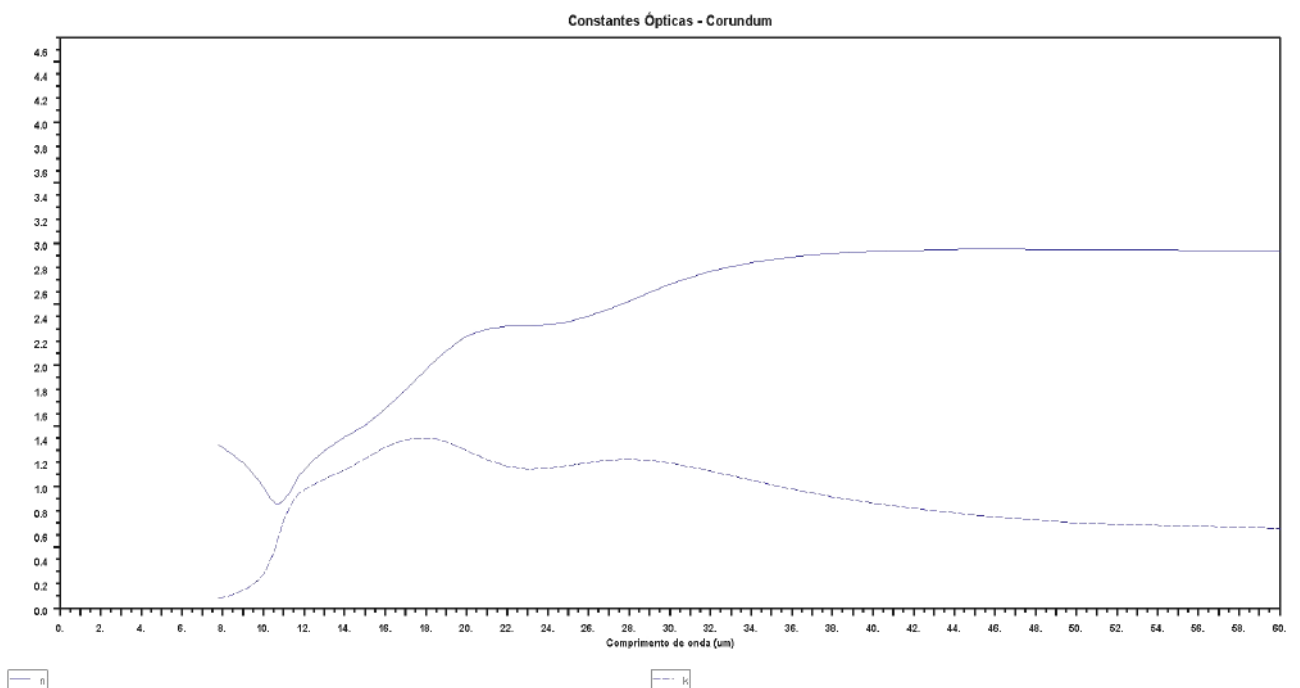


Figura 2.12 – Constantes ópticas  $n$  e  $k$  do corundum, onde  $n$  é a linha contínua e  $k$  a linha tracejada.

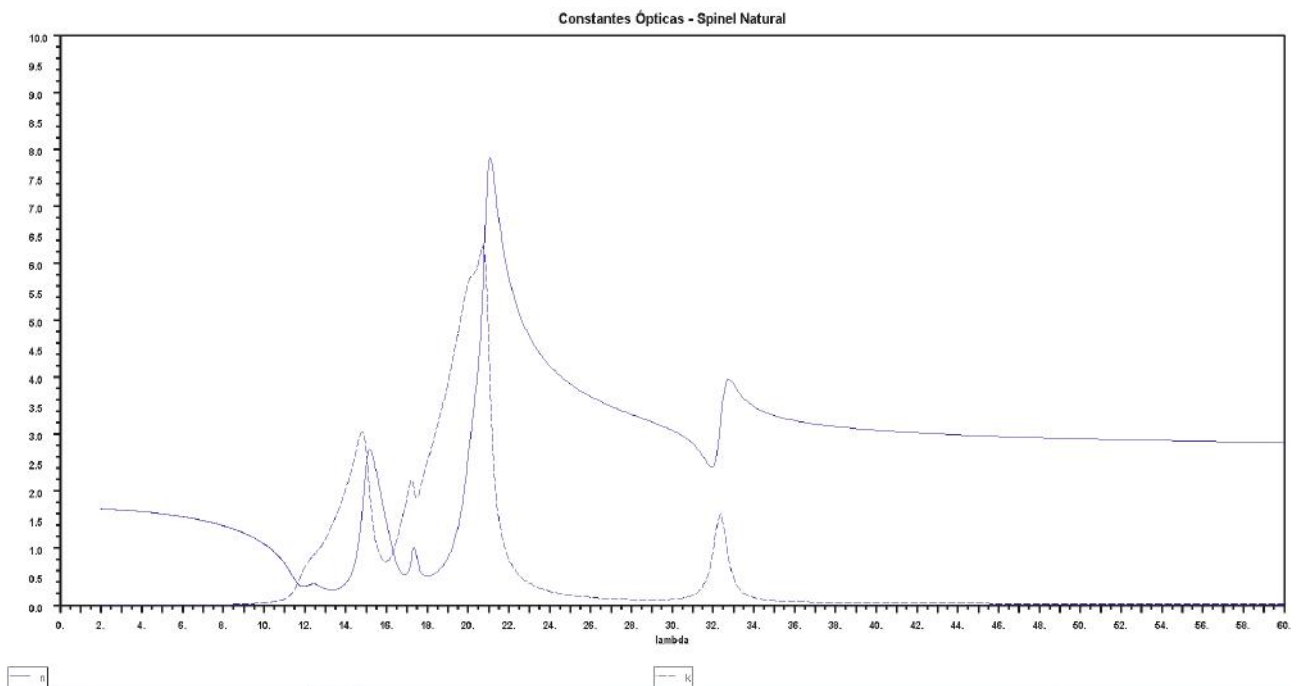


Figura 2.13 – Constantes ópticas  $n$  e  $k$  do spinel natural, onde  $n$  é a linha contínua e  $k$  a linha tracejada.

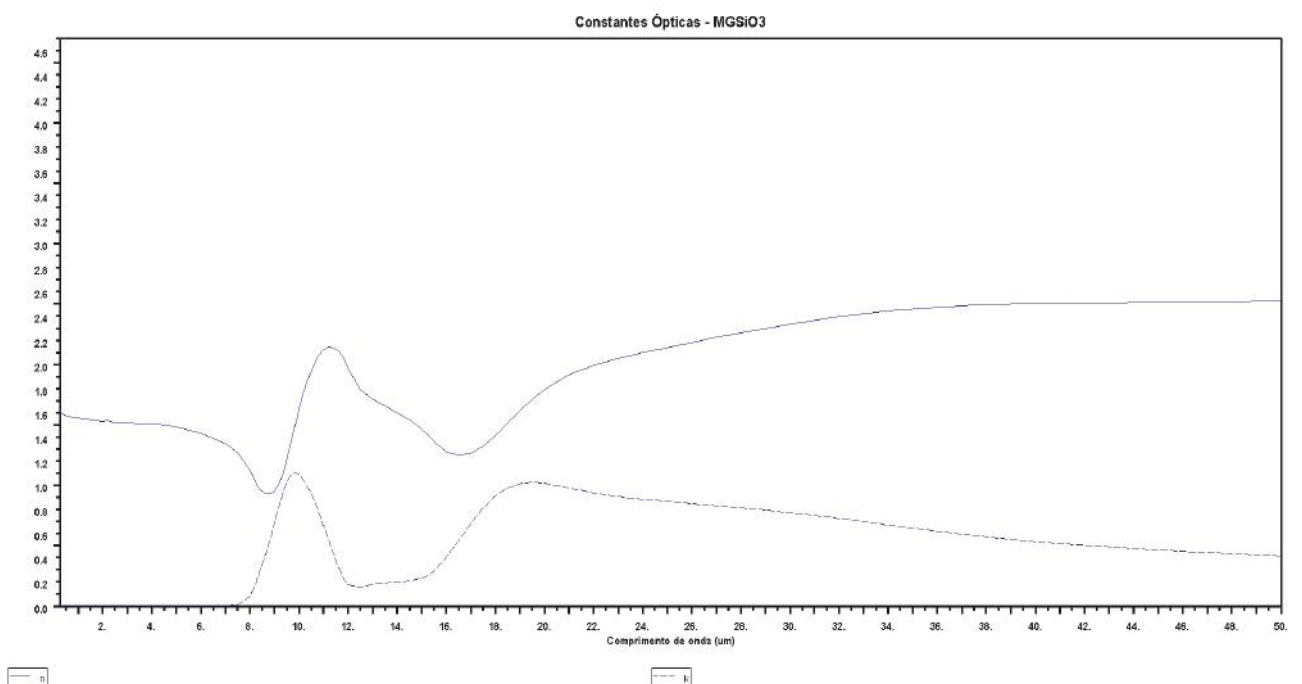


Figura 2.14 – Constantes ópticas  $n$  e  $k$  do  $MgSiO_3$ , onde  $n$  é a linha contínua e  $k$  a linha tracejada.

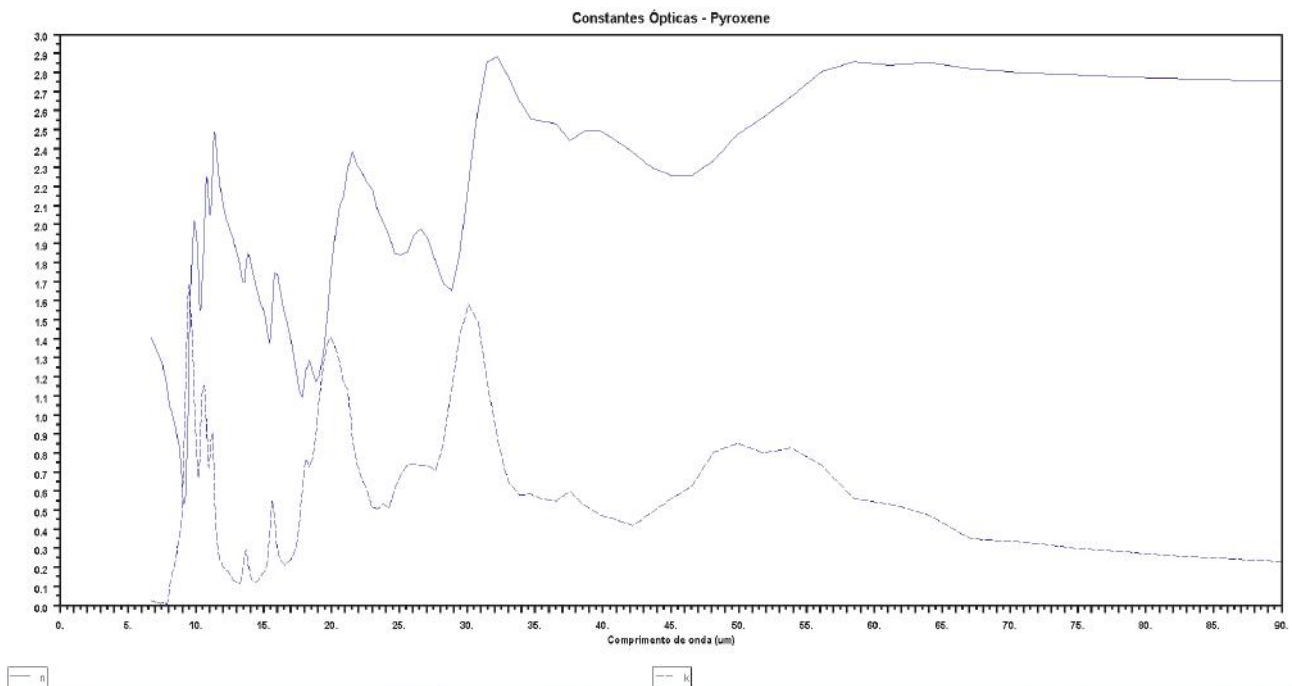


Figura 2.15 – Constantes ópticas  $n$  e  $k$  do piroxênio, onde  $n$  é a linha contínua e  $k$  a linha tracejada.

A partir da teoria de Mie podemos calcular como se dá o espalhamento produzido por partículas esféricas sólidas, quando interagem com a radiação. Podemos determinar as seções de choque de espalhamento  $C_{sca}$  e de absorção  $C_{abs}$ , além da fração de energia espalhada em uma determinada direção por unidade de ângulo sólido  $S(\theta)$ . Usando os valores encontrados para as seções de choque e a seção de choque geométrica  $\pi a^2$ , é possível calcular as eficiências de espalhamento  $Q_{sca}$ , absorção  $Q_{abs}$ , extinção  $Q_{ext}$  e o albedo  $\gamma$  referente a espécie estudada:

$$Q_{sca} = C_{sca} / \pi a^2$$

$$Q_{abs} = C_{abs} / \pi a^2$$

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

$$\gamma = Q_{sca} / Q_{ext}$$

As eficiências são calculadas através das fórmulas de Mie em função da variável  $x$ , dos coeficientes de espalhamento,  $a_n$  e  $b_n$ , e das funções de Ricatti-Bessel  $\zeta(x)$  e  $\psi(x)$ :

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

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

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

Onde:

$$y = mx$$

$$a_n = \frac{x\psi'_n(y)\psi_n(x) - y\psi'_n(x)\psi_n(y)}{x\psi'_n(y)\zeta_n(x) - y\zeta'_n(x)\psi_n(y)}$$

$$b_n = \frac{y\psi'_n(y) - x\psi'_n(x)\psi'_n(y)}{y\psi'_n(y)\zeta_n(x) - x\zeta'_n(x)\psi_n(y)}$$

$$\psi_n = \left(\frac{\pi z}{2}\right)^{1/2} J_{n+1/2}(z)$$

$$\zeta_n = \left(\frac{\pi z}{2}\right)^{1/2} [J_{n+1/2}(z) + i(-1)^n J_{-n-1/2}(z)]$$

Através da função de fase  $S(\theta)$ , a teoria de Mie consegue descrever a fração de energia incidente espalhada em uma direção  $\theta$ , por unidade de ângulo sólido. Para se calcular a função de fase, utiliza-se as amplitudes complexas de Mie ( $S_1$  e  $S_2$ ) que são amplitudes das ondas transversais do campo elétrico da radiação espalhada. As direções  $\theta$  e  $\varphi$  na geometria esférica variando entre  $0 \leq \theta \leq \pi$  e  $0 \leq \varphi \leq 2\pi$ :

$$E_{s\theta} \approx E_o \frac{e^{ikr}}{-ikr} \cos\varphi S_2(\cos\theta)$$

$$E_{s\varphi} \approx E_o \frac{e^{ikr}}{-ikr} \sen\varphi S_1(\cos\theta)$$

Onde:

$$\begin{aligned}
S_1 &= \sum_n \frac{2n+1}{n(n+1)} (a_n \pi_n + b_n \tau_n) \\
S_2 &= \sum_n \frac{2n+1}{n(n+1)} (a_n \tau_n + b_n \pi_n) \\
\pi_n(\cos\theta) &= P'_n(\cos\theta) \\
\tau_n(\cos\theta) &= \cos\theta \pi_n(\cos\theta) - \sin^2\theta \frac{d}{d\cos\theta} \pi_n(\cos\theta)
\end{aligned}$$

sendo  $P'(\cos\theta)$  os polinômios de Legendre. A partir desses valores, a função de fase pode ser obtida da seguinte forma:

$$S(\theta) = \frac{1}{2} \left( \frac{\lambda}{2\pi} \right)^2 [|S_1(\theta)|^2 + |S_2(\theta)|^2]$$

Com o cálculo da função de fase é possível encontrar o parâmetro de assimetria  $g$ . Ele é a média da função  $\cos\theta$  ponderada pela função de fase  $S(\theta)$ :

$$g(\theta) = \frac{\int_0^\pi S(\theta) \sin\theta \cos\theta d\theta}{\int_0^\pi S(\theta) \sin\theta d\theta}$$

Quando  $x$  é muito menor que 1,  $g(\theta) \approx 0$  e o espalhamento é esfericamente simétrico.

Quando  $0 < g(\theta) < 1$ , indica que o raio  $a$  tem a mesma ordem de grandeza do comprimento de onda  $\lambda$  e o espalhamento é assimétrico. Sendo assim, a função  $g(\theta)$  é dependente do tamanho da partícula e, para partículas maiores, sua energia é espalhada em grande parte na direção da onda incidente.

Neste trabalho foi desenvolvida uma base de dados pessoal para análises e comparações das constantes ópticas e eficiências dos grãos. O anexo A traz informações sobre essa base e o link para acessá-la. Abaixo apresentamos alguns exemplos das eficiências de extinção e absorção de algumas espécies presentes na base de dados. Para uma comparação do efeito que o tamanho do grão causa nas eficiências, foram utilizados 5 tamanhos de grãos diferentes. Podemos ver que a tendência é as

eficiências aumentarem com o aumento do tamanho dos grãos. As figuras 2.16 a 2.31 são de grãos de SiC, corundum,  $MgSiO_3$ , nanodiamantes meteoríticos, piroxênio e spinel. O eixo y indica as eficiências e o eixo x indica os comprimentos de onda em  $\mu m$ . Os gráficos estão no intervalo espectral de 0  $\mu m$  a 60  $\mu m$  (IR, região onde os grãos emitem). Os tamanhos de grãos testados variam de 0,01  $\mu m$  a 1,0  $\mu m$  (0,01; 0,05; 0,1; 0,5; 1,0), com exceção do nanodiamante meteorítico. Por serem muito pequenos (médias de tamanhos na ordem de angstroms), os tamanhos escolhidos devem respeitar os tamanhos de grãos encontrados e, variaram de 0,0001  $\mu m$  a 0,001  $\mu m$  (0,0001; 0,0002; 0,0003; 0,0005; 0,001). Tal estudo é importante para entender o transporte radiativo nos envoltórios estelares através dos grãos e, saber o comportamento das eficiências quando se altera o tamanho do grão ajuda a escolher o melhor ajuste no momento de modelar um envoltório estelar.

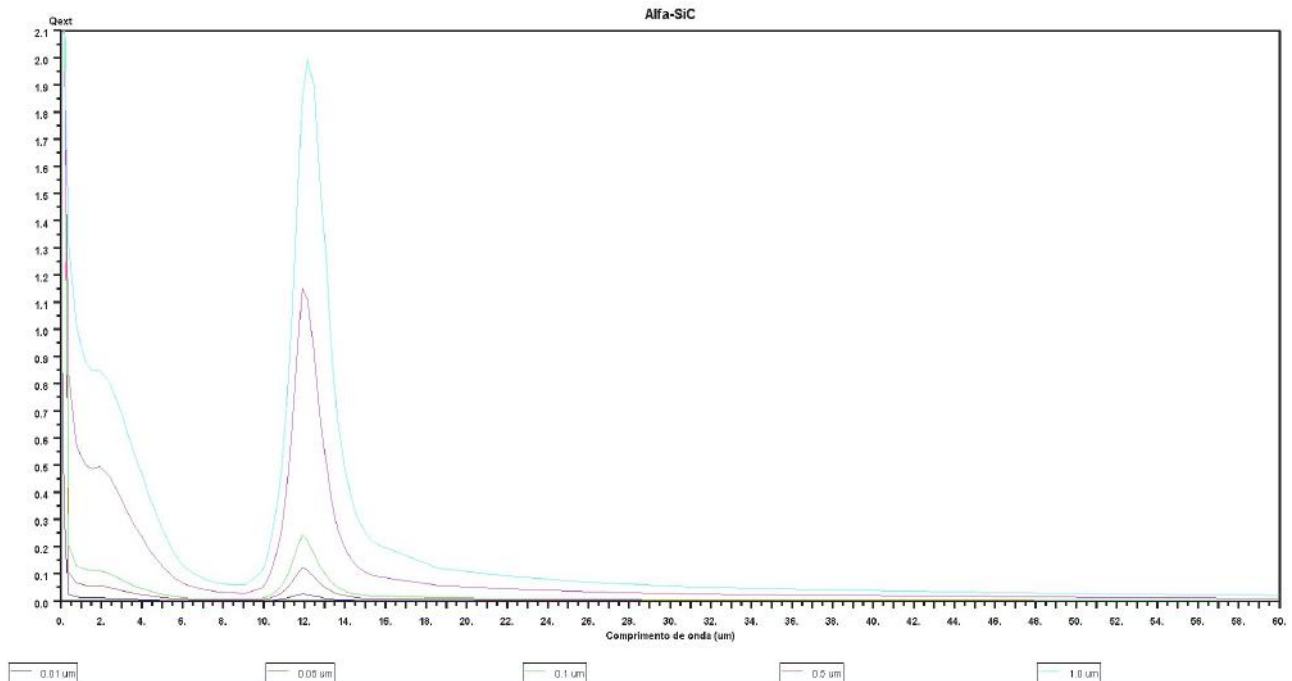


Figura 2.16 – Eficiência de extinção do  $\alpha$ -SiC, onde a linha azul escuro corresponde a um grão de tamanho  $0,01 \mu\text{m}$ , a linha vermelha corresponde a um grão de tamanho  $0,05 \mu\text{m}$ , a linha verde corresponde a um grão de tamanho  $0,1 \mu\text{m}$ , a linha rosa corresponde a um grão de tamanho  $0,5 \mu\text{m}$  e a linha azul claro corresponde a um grão de tamanho  $1,0 \mu\text{m}$ .

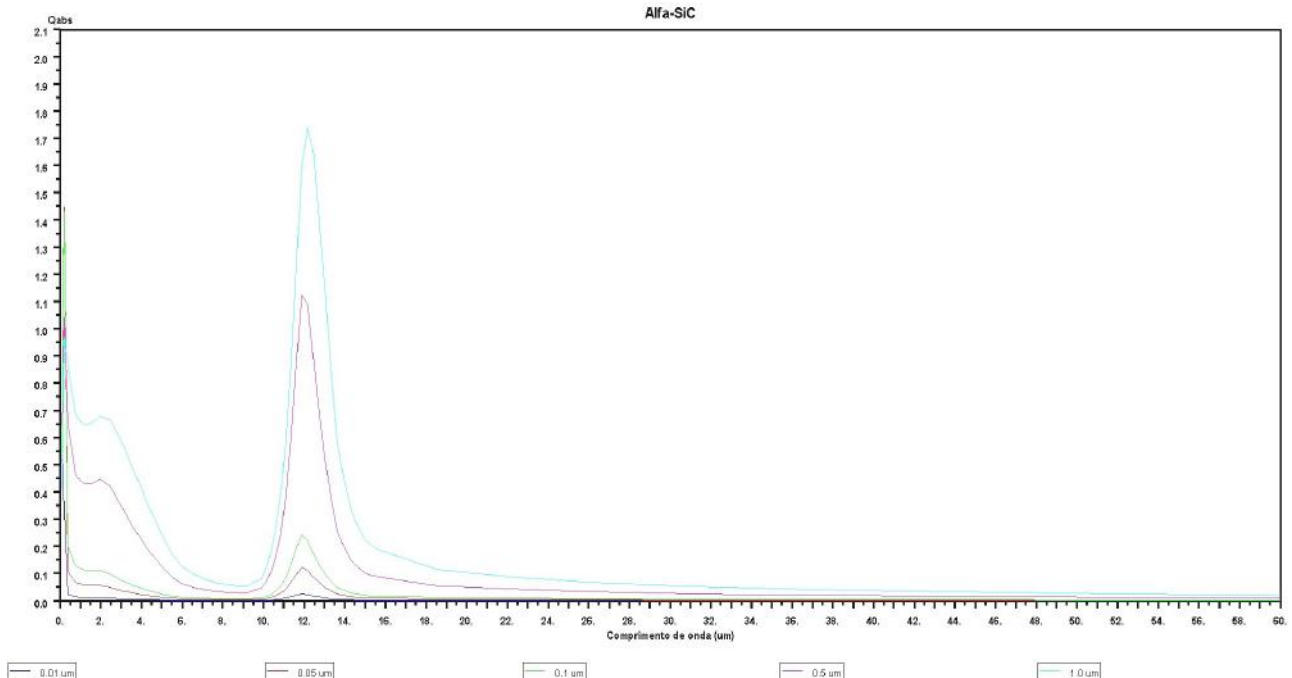


Figura 2.17 – Eficiência de absorção do  $\alpha$ -SiC, onde a linha azul escuro corresponde a um grão de tamanho  $0,01 \mu\text{m}$ , a linha vermelha corresponde a um grão de tamanho  $0,05 \mu\text{m}$ , a linha verde corresponde a um grão de tamanho  $0,1 \mu\text{m}$ , a linha rosa corresponde a um grão de tamanho  $0,5 \mu\text{m}$  e a linha azul claro corresponde a um grão de tamanho  $1,0 \mu\text{m}$ .

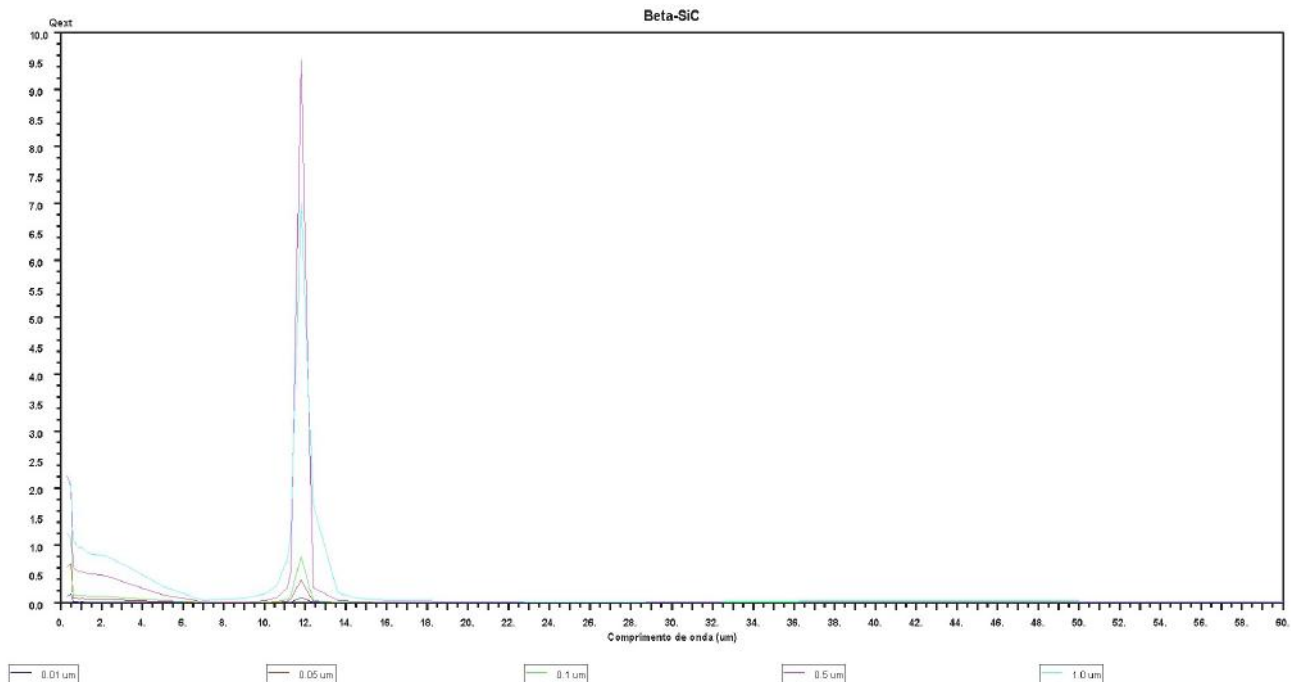


Figura 2.18 – Eficiência de extinção do  $\beta$ -SiC, onde a linha azul escuro corresponde a um grão de tamanho 0,01  $\mu\text{m}$ , a linha vermelha corresponde a um grão de tamanho 0,05  $\mu\text{m}$ , a linha verde corresponde a um grão de tamanho 0,1  $\mu\text{m}$ , a linha rosa corresponde a um grão de tamanho 0,5  $\mu\text{m}$  e a linha azul claro corresponde a um grão de tamanho 1,0  $\mu\text{m}$ .

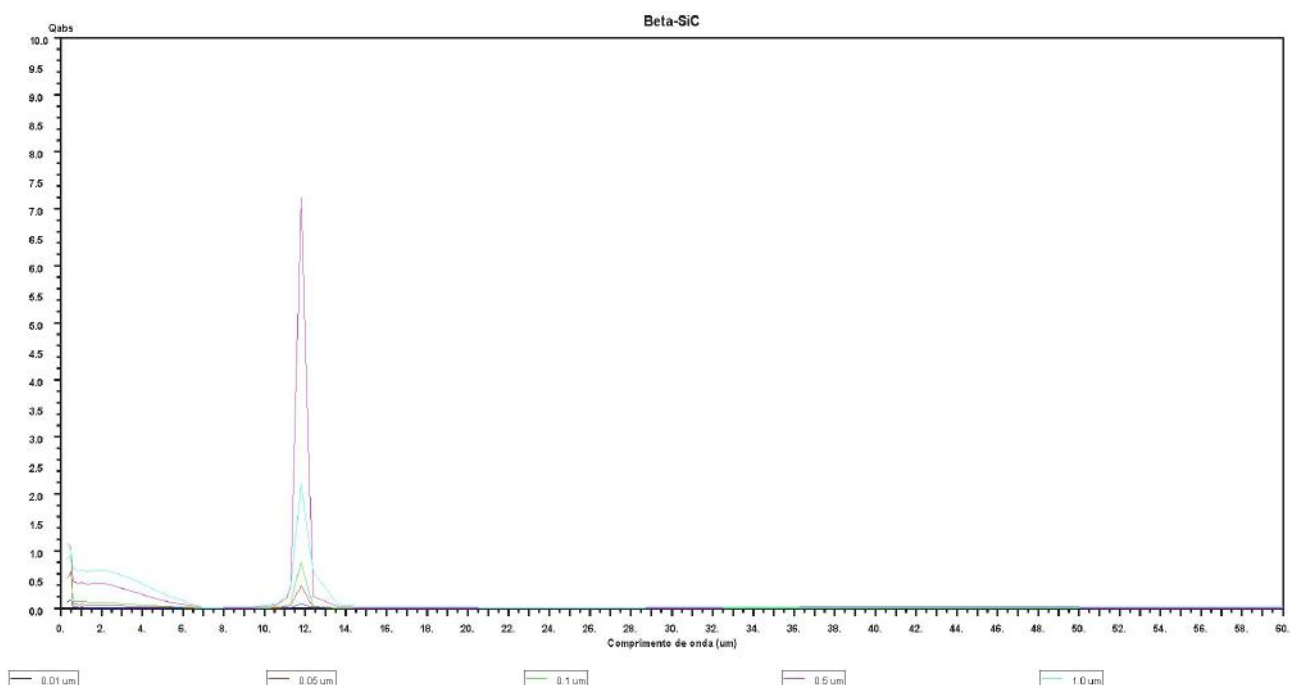


Figura 2.19 – Eficiência de absorção do  $\beta$ -SiC, onde a linha azul escuro corresponde a um grão de tamanho 0,01  $\mu\text{m}$ , a linha vermelha corresponde a um grão de tamanho 0,05  $\mu\text{m}$ , a linha verde corresponde a um grão de tamanho 0,1  $\mu\text{m}$ , a linha rosa corresponde a um grão de tamanho 0,5  $\mu\text{m}$  e a linha azul claro corresponde a um grão de tamanho 1,0  $\mu\text{m}$ .



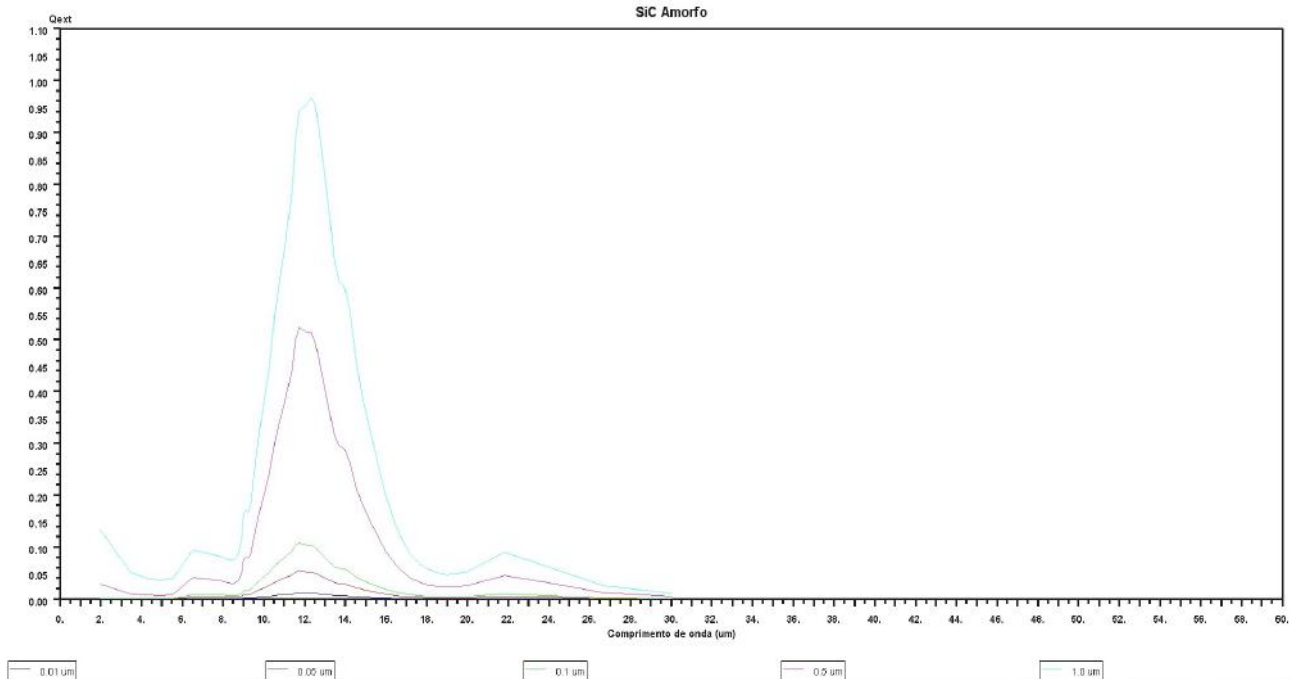


Figura 2.20 – Eficiência de extinção do SiC amorfo, onde a linha azul escuro corresponde a um grão de tamanho 0,01  $\mu\text{m}$ , a linha vermelha corresponde a um grão de tamanho 0,05  $\mu\text{m}$ , a linha verde corresponde a um grão de tamanho 0,1  $\mu\text{m}$ , a linha rosa corresponde a um grão de tamanho 0,5  $\mu\text{m}$  e a linha azul claro corresponde a um grão de tamanho 1,0  $\mu\text{m}$ .

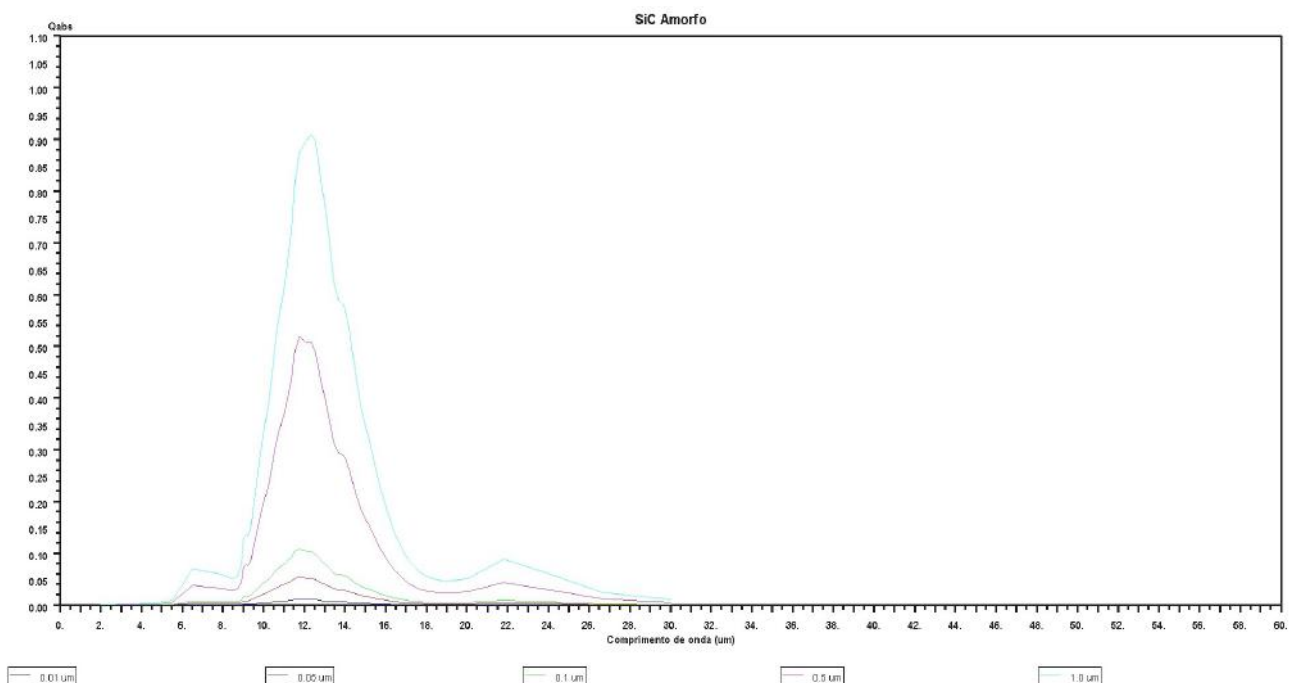


Figura 2.21 – Eficiência de absorção do SiC amorfo, onde a linha azul escuro corresponde a um grão de tamanho 0,01  $\mu\text{m}$ , a linha vermelha corresponde a um grão de tamanho 0,05  $\mu\text{m}$ , a linha verde corresponde a um grão de tamanho 0,1  $\mu\text{m}$ , a linha rosa corresponde a um grão de tamanho 0,5  $\mu\text{m}$  e a linha azul claro corresponde a um grão de tamanho 1,0  $\mu\text{m}$ .

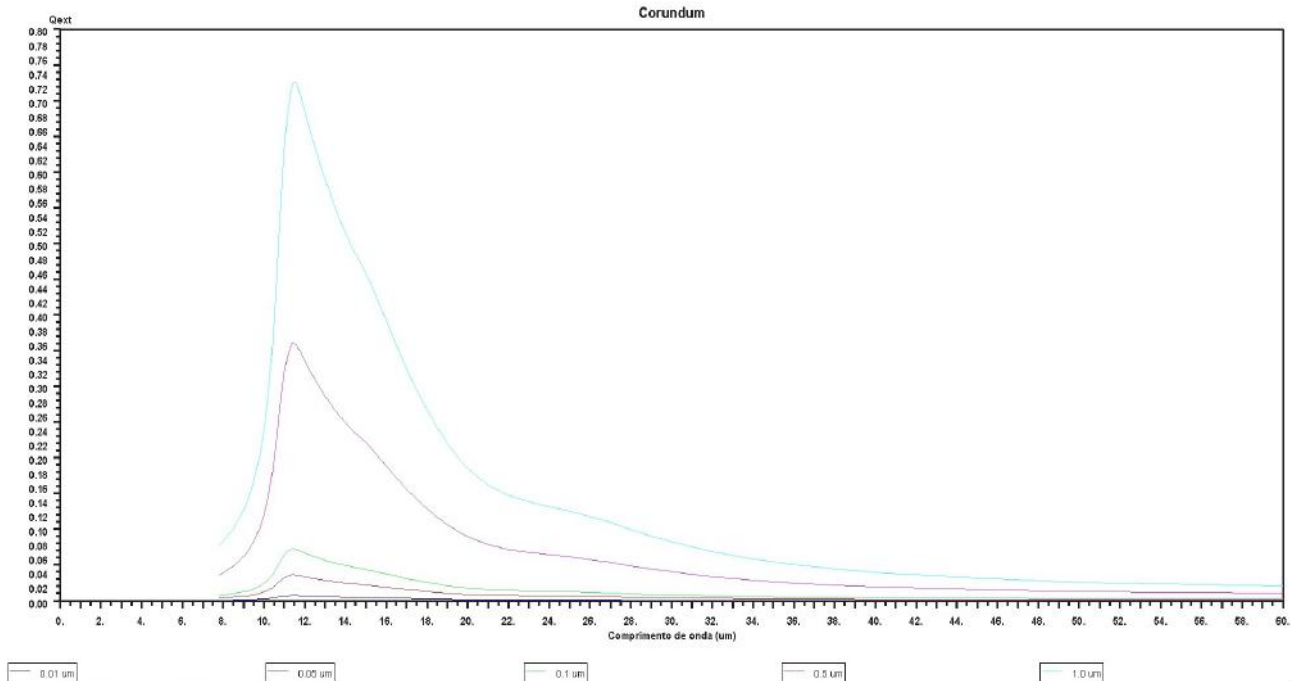


Figura 2.22 – Eficiência de extinção do corundum, onde a linha azul escuro corresponde a um grão de tamanho  $0,01 \mu\text{m}$ , a linha vermelha corresponde a um grão de tamanho  $0,05 \mu\text{m}$ , a linha verde corresponde a um grão de tamanho  $0,1 \mu\text{m}$ , a linha rosa corresponde a um grão de tamanho  $0,5 \mu\text{m}$  e a linha azul claro corresponde a um grão de tamanho  $1,0 \mu\text{m}$ .

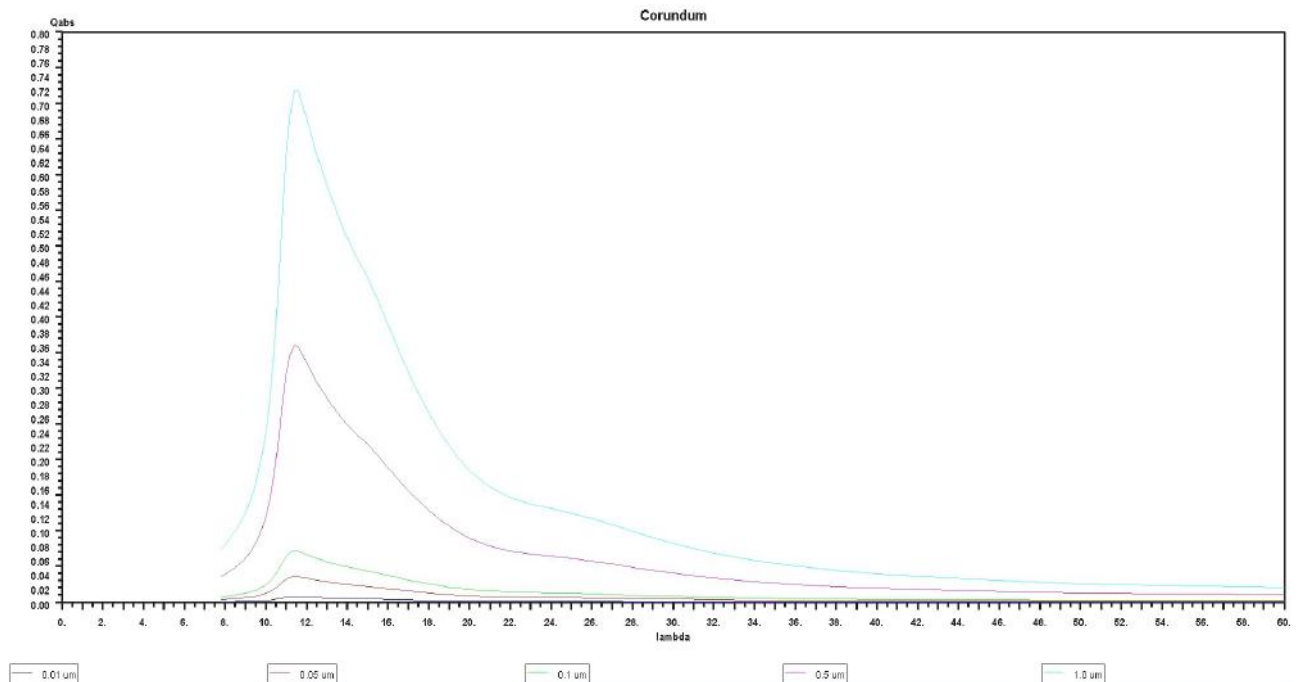


Figura 2.23 – Eficiência de absorção do corundum, onde a linha azul escuro corresponde a um grão de tamanho  $0,01 \mu\text{m}$ , a linha vermelha corresponde a um grão de tamanho  $0,05 \mu\text{m}$ , a linha verde corresponde a um grão de tamanho  $0,1 \mu\text{m}$ , a linha rosa corresponde a um grão de tamanho  $0,5 \mu\text{m}$  e a linha azul claro corresponde a um grão de tamanho  $1,0 \mu\text{m}$ .

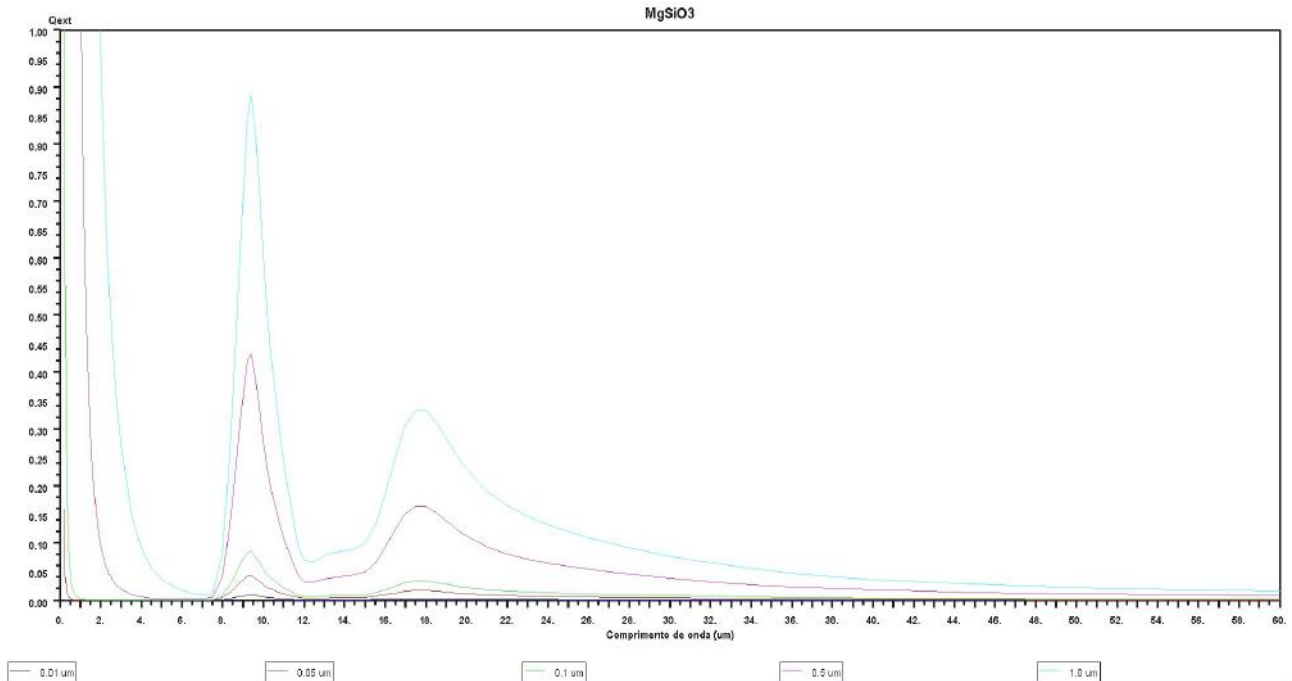


Figura 2.24 – Eficiência de extinção do  $\text{MgSiO}_3$ , onde a linha azul escuro corresponde a um grão de tamanho  $0,01 \mu\text{m}$ , a linha vermelha corresponde a um grão de tamanho  $0,05 \mu\text{m}$ , a linha verde corresponde a um grão de tamanho  $0,1 \mu\text{m}$ , a linha rosa corresponde a um grão de tamanho  $0,5 \mu\text{m}$  e a linha azul claro corresponde a um grão de tamanho  $1,0 \mu\text{m}$ .

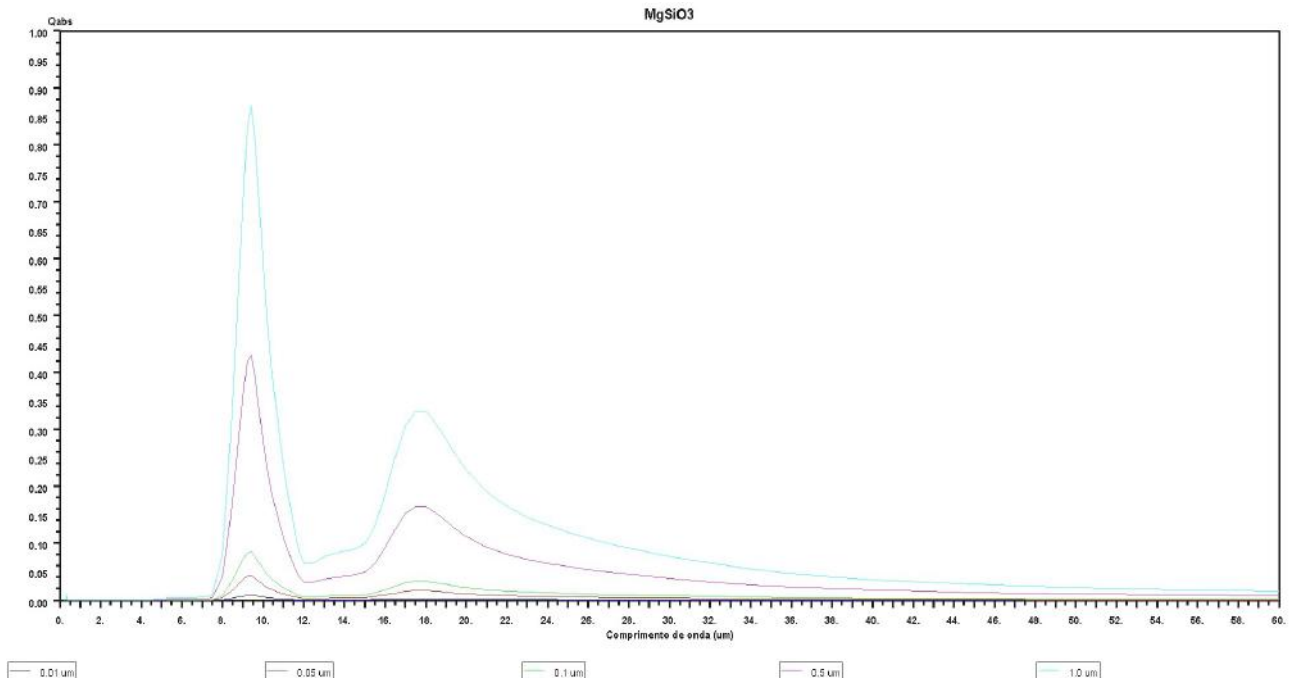


Figura 2.25 – Eficiência de absorção do  $\text{MgSiO}_3$ , onde a linha azul escuro corresponde a um grão de tamanho  $0,01 \mu\text{m}$ , a linha vermelha corresponde a um grão de tamanho  $0,05 \mu\text{m}$ , a linha verde corresponde a um grão de tamanho  $0,1 \mu\text{m}$ , a linha rosa corresponde a um grão de tamanho  $0,5 \mu\text{m}$  e a linha azul claro corresponde a um grão de tamanho  $1,0 \mu\text{m}$ .

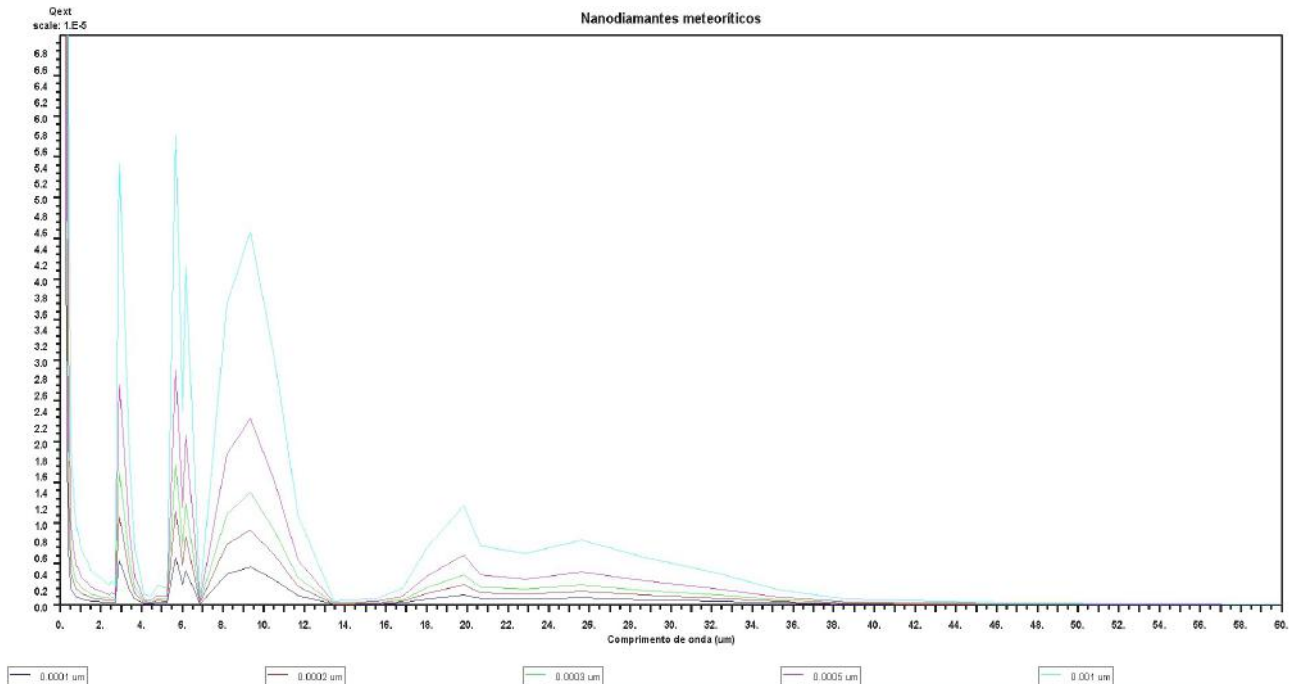


Figura 2.26 – Eficiência de extinção do nanodiamante meteorítico, onde a linha azul escuro corresponde a um grão de tamanho 0,0001  $\mu m$ , a linha vermelha corresponde a um grão de tamanho 0,0002  $\mu m$ , a linha verde corresponde a um grão de tamanho 0,0003  $\mu m$ , a linha rosa corresponde a um grão de tamanho 0,0005  $\mu m$  e a linha azul claro corresponde a um grão de tamanho 0,001  $\mu m$ .

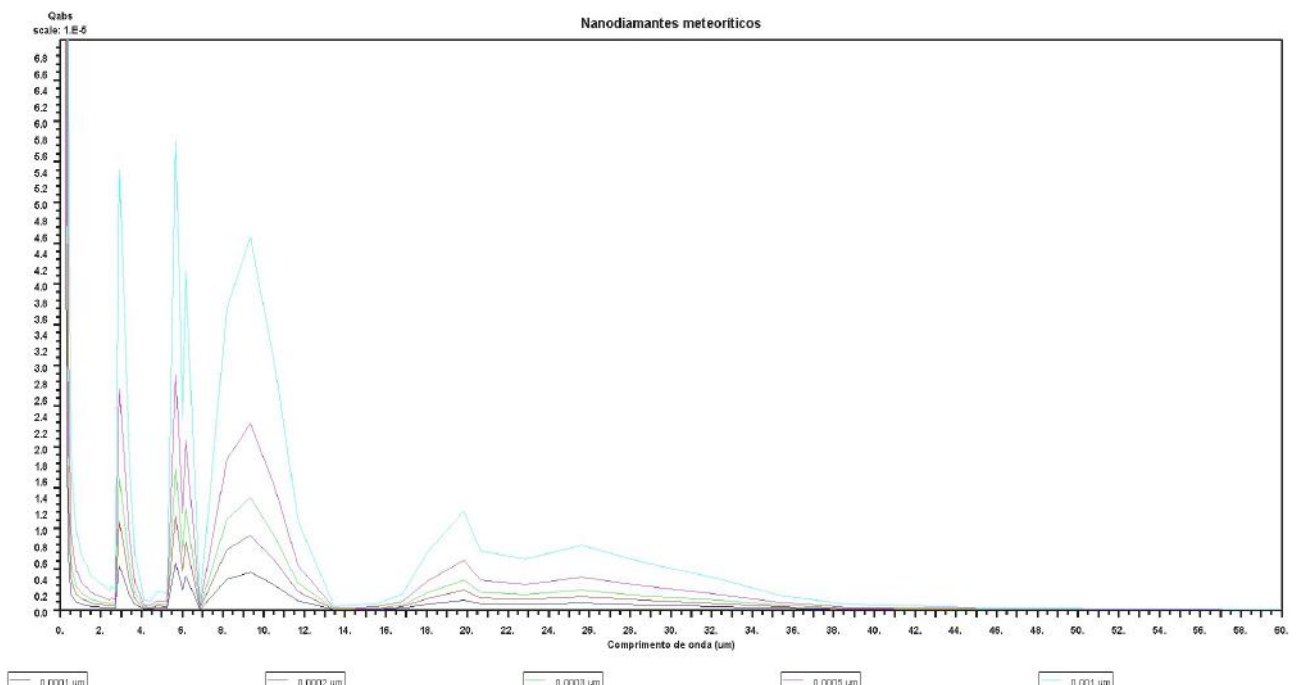


Figura 2.27 – Eficiência de absorção do nanodiamante meteorítico, onde a linha azul escuro corresponde a um grão de tamanho 0,0001  $\mu m$ , a linha vermelha corresponde a um grão de tamanho 0,0002  $\mu m$ , a linha verde corresponde a um grão de tamanho 0,0003  $\mu m$ , a linha rosa corresponde a um grão de tamanho 0,0005  $\mu m$  e a linha azul claro corresponde a um grão de tamanho 0,001  $\mu m$ .

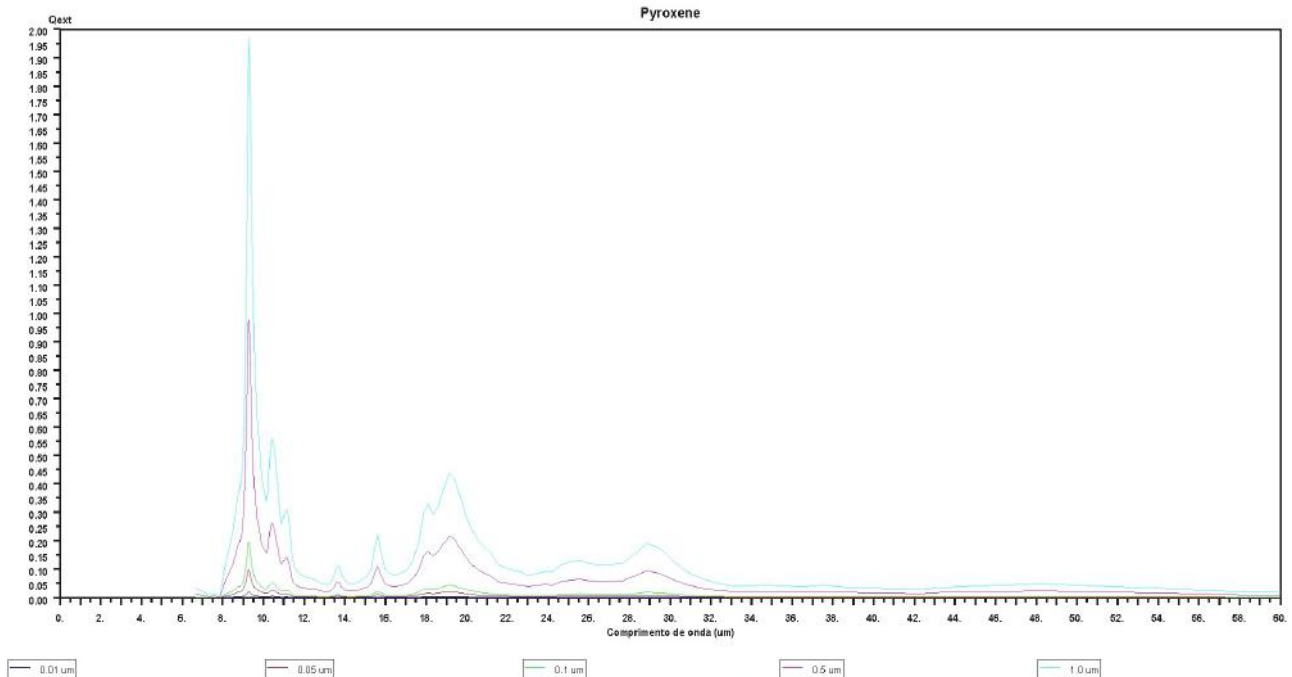


Figura 2.28 – Eficiência de extinção do piroxênio, onde a linha azul escuro corresponde a um grão de tamanho  $0,01 \mu\text{m}$ , a linha vermelha corresponde a um grão de tamanho  $0,05 \mu\text{m}$ , a linha verde corresponde a um grão de tamanho  $0,1 \mu\text{m}$ , a linha rosa corresponde a um grão de tamanho  $0,5 \mu\text{m}$  e a linha azul claro corresponde a um grão de tamanho  $1,0 \mu\text{m}$ .

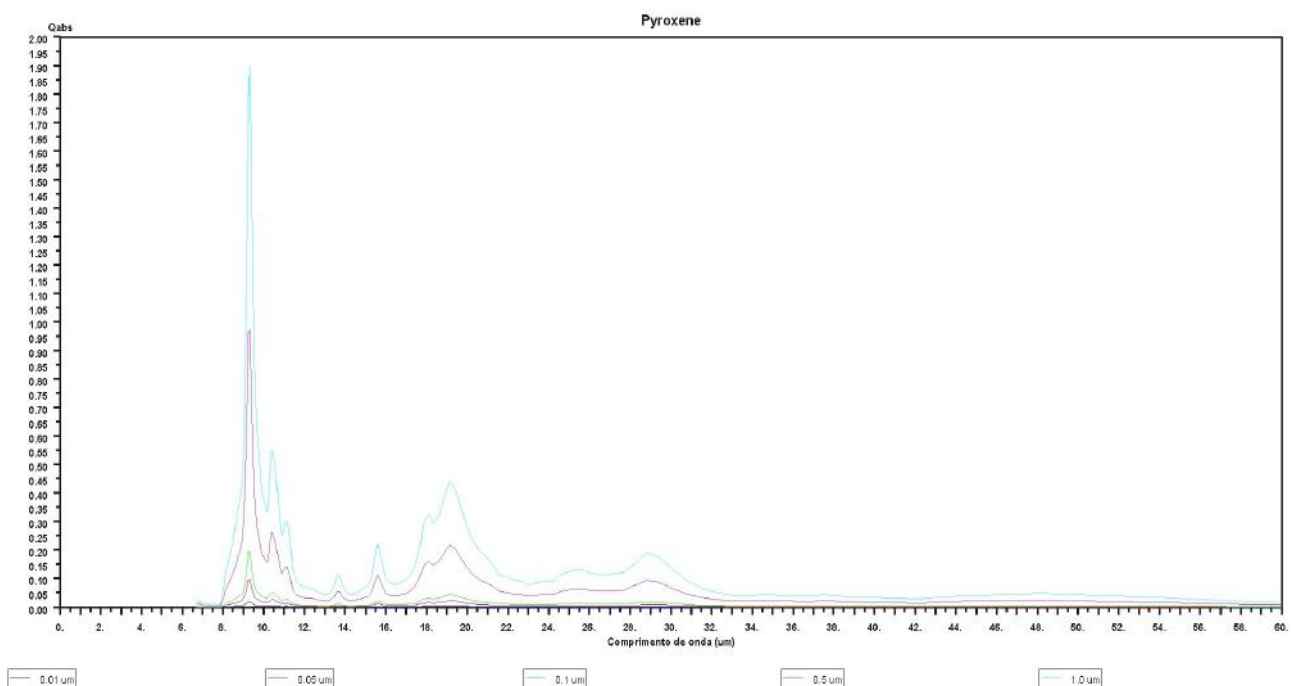


Figura 2.29 – Eficiência de absorção do piroxênio, onde a linha azul escuro corresponde a um grão de tamanho  $0,01 \mu\text{m}$ , a linha vermelha corresponde a um grão de tamanho  $0,05 \mu\text{m}$ , a linha verde corresponde a um grão de tamanho  $0,1 \mu\text{m}$ , a linha rosa corresponde a um grão de tamanho  $0,5 \mu\text{m}$  e a linha azul claro corresponde a um grão de tamanho  $1,0 \mu\text{m}$ .

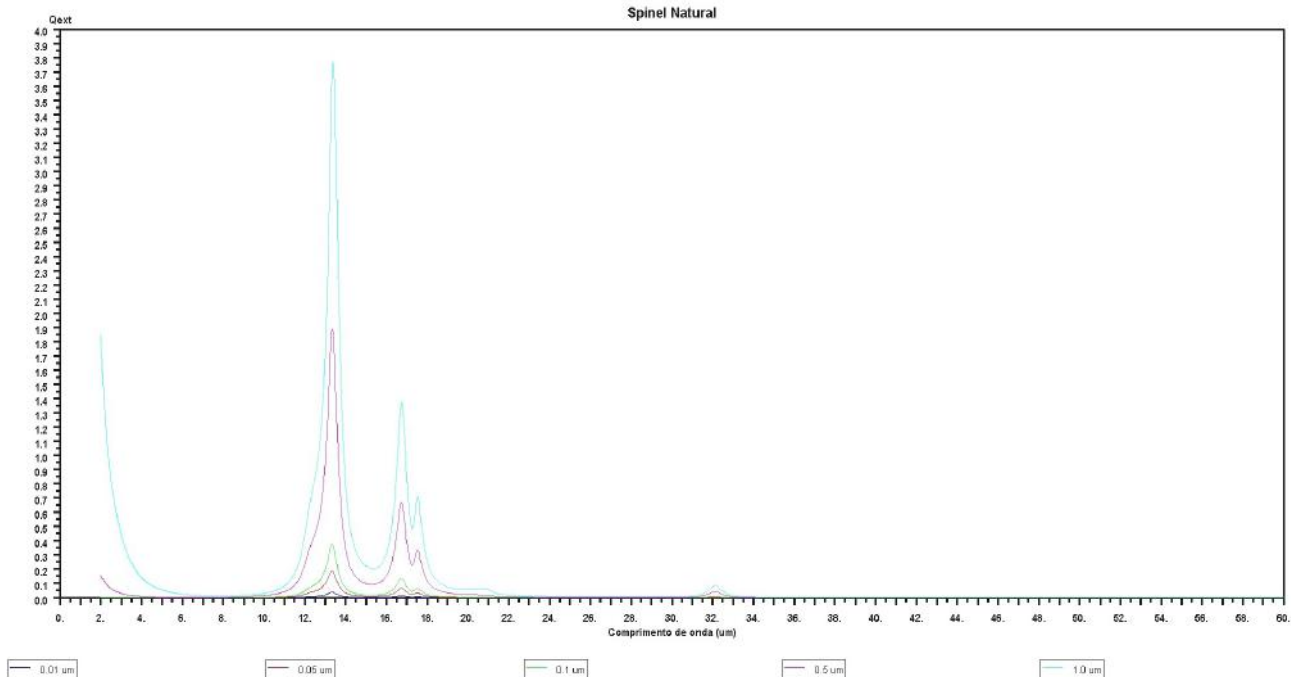


Figura 2.30 – Eficiência de extinção do spinel, onde a linha azul escuro corresponde a um grão de tamanho 0,01  $\mu\text{m}$ , a linha vermelha corresponde a um grão de tamanho 0,05  $\mu\text{m}$ , a linha verde corresponde a um grão de tamanho 0,1  $\mu\text{m}$ , a linha rosa corresponde a um grão de tamanho 0,5  $\mu\text{m}$  e a linha azul claro corresponde a um grão de tamanho 1,0  $\mu\text{m}$ .

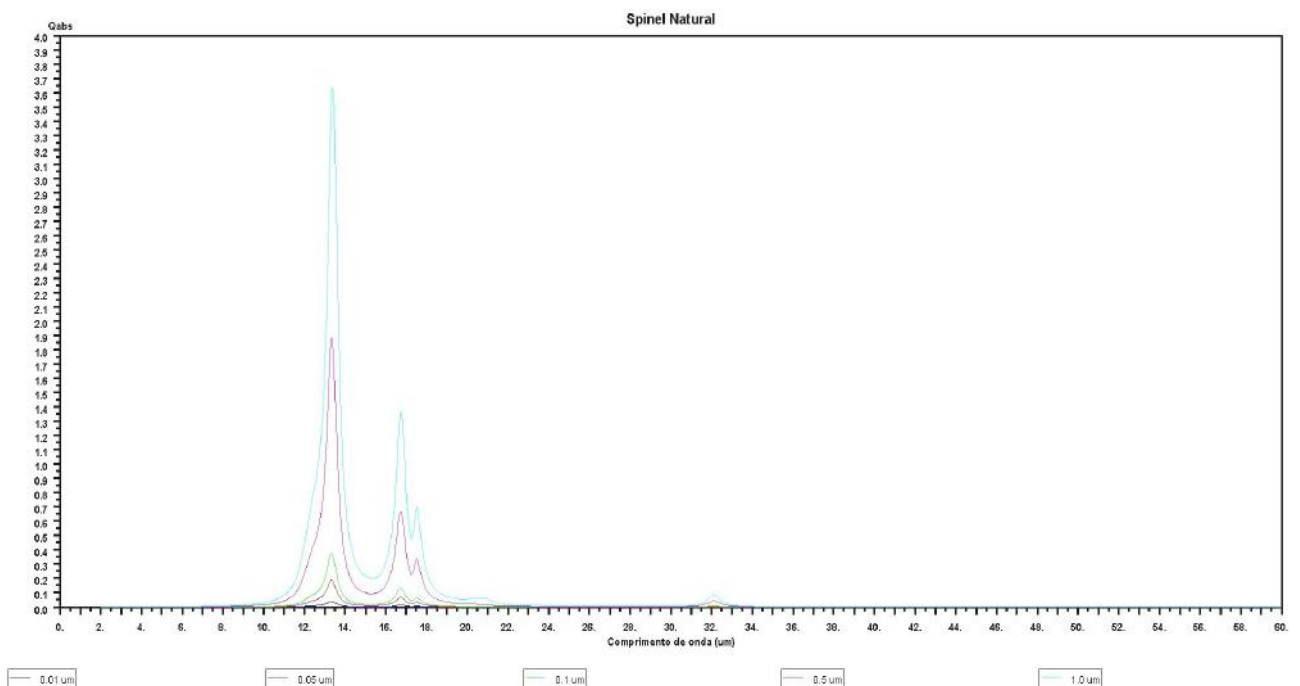


Figura 2.31 – Eficiência de absorção do spinel, onde a linha azul escuro corresponde a um grão de tamanho 0,01  $\mu\text{m}$ , a linha vermelha corresponde a um grão de tamanho 0,05  $\mu\text{m}$ , a linha verde corresponde a um grão de tamanho 0,1  $\mu\text{m}$ , a linha rosa corresponde a um grão de tamanho 0,5  $\mu\text{m}$  e a linha azul claro corresponde a um grão de tamanho 1,0  $\mu\text{m}$ .

### 2.5.1 Transporte Radiativo

O estudo da teoria de mie e sua aplicação a diferentes espécies de grãos é fundamental para que possamos conhecer as características espectrais das espécies de grãos que iremos trabalhar. Entretanto, para que possamos inferir com maior grau de confiabilidade parâmetros físicos ligados aos grãos devemos considerar o transporte radiativo. Como dito anteriormente, em envoltórios de estrelas frias a radiação praticamente não interage com o gás. O transporte da radiação nesses tipos de ambientes se dá através da interação da radiação com as partículas sólidas encontradas lá. Os grãos absorvem, espalham e, após aquecerem, reemitem a radiação em comprimentos de onda maiores, no infravermelho (IR).

Os grãos reemitem a radiação termicamente e, desta forma, aumentam sua temperatura interna. A temperatura do grão pode ser diferente da temperatura do gás ao seu redor.

Como os grãos não emitem como um corpo negro, sua emissão térmica depende da composição química do grão. Ela é modelada através dos valores da eficiência de absorção do grão, portanto, cada espécie possui uma emissão característica diferente.

Para estudar o comportamento do transporte radiativo em estrelas frias através dos seus envoltórios ricos em poeira podemos utilizar o método de simulação numérica de tipo Monte Carlo. Para descrever a interação entre a radiação e os grãos emprega-se a teoria de Mie. Nesse trabalho calculamos um modelo para uma estrela carbonada utilizando o código DGST (Lorenz-Martins & Lefevre 1993). Ele é escrito em linguagem FORTRAN. O DGST modela os envoltórios de estrelas frias formados por duas espécies de grãos e, permite que estes fiquem em distâncias distintas da estrela central. O envoltório modelado obedece a lei de distribuição de densidade inversamente proporcional ao quadrado do raio do envoltório,  $r^2$ . O código considera a estrela central como a única fonte de radiação.

As simulações consideram pacotes de fótons emitidos pela estrela central e seus caminhos pelo envoltório através de simulações da interação com os grãos presentes. A cada interação parte da energia é absorvida e parte espalhada. A fração de energia espalhada é direcionada para uma nova direção sorteada a partir de valores aleatórios das coordenadas  $\theta$  e  $\varphi$ , através do método Monte Carlo.

Os parâmetros necessários como entrada para o código são:

- Constantes ópticas dos grãos
- Raio dos grãos

- Raio interno do envoltório
- Raio externo do envoltório
- Opacidade do envoltório em um determinado comprimento de onda
- Temperatura efetiva da estrela central

Como exemplo, foi modelado o envoltório da estrela W Ori. Uma estrela carbonada de tipo C5,4 e de variabilidade SRb. Esse envoltório foi modelado usando grãos de carbono amorfo e  $\alpha$ -SiC.

Os resultados obtidos para o melhor modelo foram:

- Raio dos grãos: 700 Å
- Temperatura efetiva da estrela: 2650 K
- Opacidade do envoltório: 0.1 (1  $\mu\text{m}$ )
- Raio interno: 4  $R_*$
- Raio externo: 1000  $R_*$

Tais modelos são extremamente úteis para fins de comparação entre grãos encontrados em meteoritos e aqueles observados espectroscopicamente. Essa também é uma ferramenta muito importante para a compreensão das propriedades físicas de estrelas evoluídas.



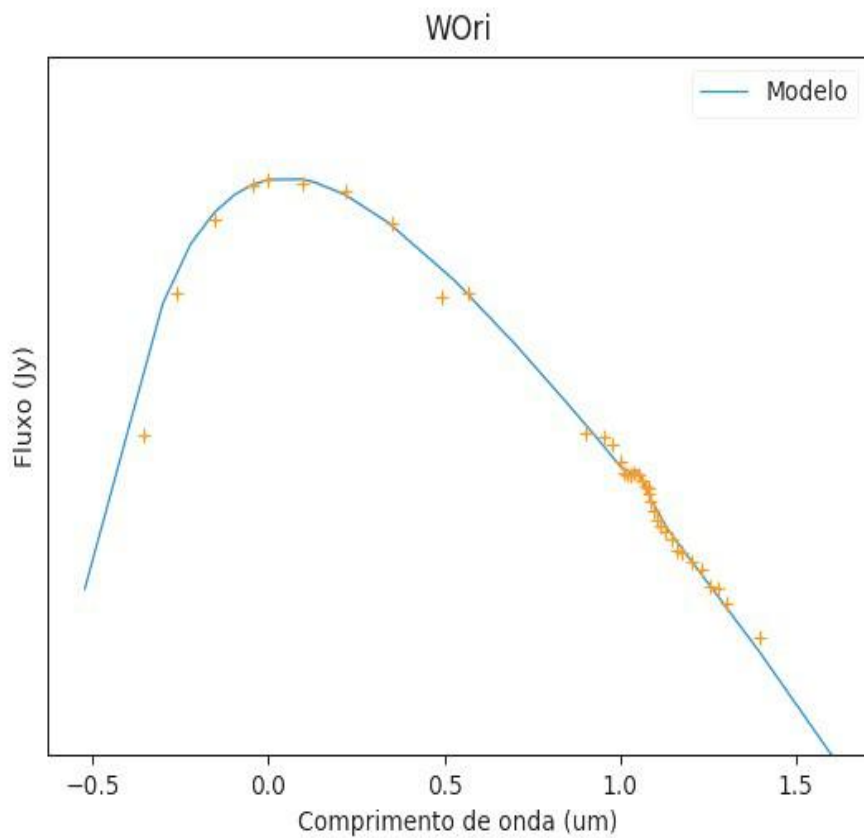


Figura 2.32 – Modelo do envoltório da estrela W Ori obtido através do código DGST (Lorenz-Martins & Lefevre 1993). Eixo y corresponde ao fluxo e o eixo x corresponde ao comprimento de onda em  $\mu\text{m}$ .

Nesse capítulo tratamos da formação de grãos em fontes estelares e suas interações com o meio interestelar. Falamos também sobre a relação entre os grãos e a radiação em envoltórios estelares. No próximo capítulo falaremos sobre a formação do Sistema Solar e a participação dos grãos de poeira nesse processo.

## 3 Formação do Sistema Solar e os meteoritos do estudo

O Sistema Solar foi formado a partir de uma nuvem molecular rica em grãos produzidos em fontes estelares. Esses grãos viajaram pelo meio interestelar até ingressar nessa nuvem. Durante o período em que estiveram no meio interestelar, esses grãos passaram por diversos processos de destruição e nova formação, gerando novas espécies. Alguns desses grãos conseguiram sobreviver a esses processos e entraram na nuvem molecular pressolar sem ter sofrido alterações. Uma parcela desses grãos é encontrada em meteoritos primitivos e IDPs.

A seguir falaremos brevemente sobre a formação do Sistema Solar e sobre os meteoritos que preservam os grãos de origem estelar. Depois falaremos sobre os dois meteoritos escolhidos para o trabalho.

### 3.1 Formação do Sistema Solar

#### 3.1.1 Formação do Sol e do disco protoplanetário

Quando a poeira ingressa em uma nuvem molecular, ela participa da formação de novas estrelas. Com a nuvem que formou o Sol não foi diferente. A nuvem molecular, de onde o Sistema Solar foi gerado, foi enriquecida com grãos de poeira do meio interestelar e por alguns grãos de poeira que sobreviveram aos processos destrutivos do meio interestelar mantendo as características de sua fonte. Assim como o meio interestelar, essas nuvens são compostas de gás e poeira. Quando uma região densa de uma nuvem molecular se fragmenta em alguns núcleos, a formação estelar começa. Para esses núcleos se tornarem protoestrelas, eles precisam que sua autogravidade supere sua pressão térmica para que possam colapsar. Para que isso ocorra é necessário uma massa mínima instável para uma dada temperatura  $T$  e uma densidade de moléculas  $n$ . Essa massa mínima é chamada de Massa de Jeans  $M_J$ .

No momento em que o núcleo se torna gravitacionalmente instável, ele colapsa. Após seu colapso, o núcleo atravessa uma fase isotérmica, ou seja, durante um período de tempo a temperatura do gás é aproximadamente constante. Isso ocorre porque a nuvem é opticamente fina o suficiente para poder irradiar a energia potencial gravitacional gerada no colapso eficientemente (Carroll & Ostlie 2007). Quando o material se torna opaco o suficiente para impedir a liberação da radiação térmica gerada pelo colapso, o objeto se aquece em equilíbrio quase hidrostático e contrai.

Quando esse objeto central conseguir atingir aproximadamente 90% de sua massa estelar final, ele se tornará uma estrela de pré-sequência principal (Fernández 2005).

Durante a fase de pré-sequência principal, a estrela se contrai após a formação e aumenta sua temperatura até seu núcleo iniciar as reações termonucleares. Observações mostram que estrelas nessa fase possuem discos circunstelares. Esses discos se formam junto à estrela durante o colapso gravitacional a partir de movimentos rotacionais. Esses discos de acreção transferem matéria da nuvem molecular ao redor para a estrela central. As temperaturas iniciais nesses discos são altas graças ao colapso. Com o tempo, ele esfria e sua massa diminui devido a acreção da protoestrela central e a fotoevaporação causada pela radiação UV liberada pela protoestrela.

Nas fases iniciais a acreção é mais eficiente que a fotoevaporação e a perda de massa do disco se dá através do depósito de matéria na protoestrela. No disco, alguns grãos de poeira vão crescendo através de colisões e sendo depositados no plano médio do disco. Quando as taxas de fotoevaporação se tornam comparáveis as taxas de acreção, um buraco se forma ao redor da estrela central e a radiação UV liberada pela estrela evapora o disco de dentro para fora.

A fotoevaporação faz com que a maior parte do gás seja removido. A pressão de radiação remove grãos de poeira menores. Após a formação total da estrela, a massa do disco se torna alguns % da massa da estrela e passa a ser chamado de disco protoplanetário.

Os grãos presentes no disco são grãos maiores que conseguiram sobreviver ao aquecimento do disco circunstellar e a fotoevaporação causada pela protoestrela. Eles agregam material devido a coagulação durante sua trajetória no disco, se transformando em agregados muito pequenos (na ordem de submicrons) altamente porosos de material condrítico (Fernández 2005). Esses agregados podem colidir com outros agregados ou outros grãos. A partir dessas colisões, os agregados se tornam objetos maiores que darão origem aos corpos do Sistema Solar. Esses objetos maiores são chamados de planetesimais.

### 3.1.2 Formação dos planetas e corpos menores

O processo de formação dos planetesimais gerou um acúmulo de material no disco protoplanetário. Eles continuaram se chocando e gerando corpos ainda maiores. Durante a fase em que o disco era frio, as colisões eram mais moderadas e ocorriam tanto acreções quanto erosões (Fernández 2005). Dessa forma, embriões planetários se formaram. Quando os embriões atingiram uma determinada massa  $M$ , a taxa de acreção de massa aumentou consideravelmente e os embriões

criaram rapidamente e se separaram do restante da massa de planetesimais. Nesse estágio, o embrião se torna um protoplaneta.

Na região interna da nebulosa solar, as partículas de acreção eram formadas de ferro, níquel, silicatos, cêndrulos e CAIs (CAIs – inclusões ricas em Ca e Al) (Carroll & Ostlie 2007). Alguns materiais relativamente voláteis não conseguiram se condensar nessa região próxima da protoestrela devido as altas temperaturas do local e, portanto, não puderam participar da formação de planetesimais dessa região. Quando a nebulosa esfriou, foi possível condensar nesta região os elementos mais refratários que deram origem aos CAIs. A seguir foram condensados os silicatos e outros elementos igualmente refratários (Carroll & Ostlie 2007). Em distâncias de aproximadamente 5 UA, os materiais mais voláteis atingiram temperatura suficiente para condensar. Essa distância limite é chamada de linha do gelo.

Na região mais próximo do protosol, formaram-se os planetas rochosos e após a linha do gelo formaram-se os planetas de gás e gelo.

Os asteroides foram formados através de planetesimais remanescentes da formação do Sistema Solar na parte interior do disco. Alguns deles (Troianos) quase não sofreram diferenciação e preservam, até os dias atuais, materiais primitivos da nebulosa solar.

Já os cometas foram formados na parte exterior do Sistema Solar a partir de planetesimais remanescentes ejetados durante a formação dos planetas Jovianos. Esses planetesimais eram compostos de gelo e poeira. Eles também preservam materiais primitivos da formação do Sistema Solar.

## 3.2 Cometas, Asteroides e Partículas Interplanetárias

### 3.2.1 Asteroides

Asteroides são corpos rochosos formados por planetesimais residuais da formação dos planetas. Eles são divididos em 3 populações de acordo com suas localizações: os do cinturão principal entre Marte e Júpiter, os NEOs (Near Earth Objects) que ocupam órbitas muito próximas a Terra e os troianos.

Os asteroides podem ser classificados de acordo com suas classes espectrais. As principais classes estão listadas na tabela 3.1 a seguir:

Tabela 3.1 – Apresenta as principais classes de asteroides de acordo com sua classe espectral. Fonte: Carroll & Ostlie (2007).

Classe	Localização (UA)	Albedo	Composição
S	2 – 3,5	0,10 – 0,20	Compostos de uma mistura de silicatos ricos em ferro ou magnésio e ferro-níquel metálico
M	2 – 3,5	0,10 – 0,18	Muito ricos em metais
C	2 – 4 , predominantemente próximo a 3 UA	0,03 – 0,07	Ricos em material carbonáceo
P	3 – 5, a maioria está na região próxima a 4 UA	0,02 – 0,06	Podem conter abundância significativa de compostos orgânicos antigos
D	Órbita de Júpiter	0,02 – 0,06	Podem conter abundância significativa de compostos orgânicos antigos

Acredita-se que as diferenças entre os asteroides de acordo com a distância do Sol se dão devido a condensação na nebulosa solar. Asteroides que se formaram próximo ao Sol são compostos em grande parte por materiais refratários que conseguiram se condensar nas altas temperaturas daquela região. Já os asteroides formados nas regiões exteriores do Sistema Solar (após a linha do gelo) são formados por materiais voláteis e compostos orgânicos que puderam se condensar em temperaturas mais frias. Muitos asteroides do tipo C parecem conter água e, asteroides do tipo P e D podem possuir gelo de água. Esses asteroides são considerados primitivos por quase não terem sofrido diferenciação (ao contrário dos asteroides que se formaram próximos ao Sol).

Os asteroides de maior interesse neste estudo são os do tipo C, P e D pois são portadores de materiais primitivos. Alguns grupos de meteoritos primitivos podem ter se originado a partir de asteróides desses tipos.

### 3.2.2 Cometas

Cometas são compostos de minerais e gelo que podem refletir as condições da pressão e temperatura do meio onde foram formados em suas composições químicas (Fernández 2005). Eles se formaram na região onde se era possível obter gelo de água e outros materiais voláteis. Devido às baixas temperaturas da região na qual os cometas se formaram, eles podem preservar material interestelar que não sofreu diferenciação em seus interiores.

Acredita-se que a região de formação dos cometas tenha sido no cinturão transnetuniano e que perturbações causadas pelos planetas gigantes tenham ejetado uma parte deles para a nuvem de Oort. Cometas podem ser divididos em dois grupos: longo período (cometas que habitam a nuvem de Oort) e os de curto período (cometas pertencentes ao cinturão transnetuniano).

Algumas missões espaciais foram feitas para analisar a composição de cometas e as partículas deixadas por eles durante suas trajetórias. A composição dos cometas baseia-se principalmente em gelo de água. Alguns gelos de substâncias como  $\text{CH}_4$  e  $\text{NH}_3$  também são importantes. Possuem também compostos orgânicos e minerais. Análises de suas composições isotópicas mostram anomalias resultantes de matéria primitiva da nebulosa solar.

Os cometas possuem classes espectrais P, D e C. E são semelhantes aos asteroides dessas classes.

### 3.2.3 Partículas Interplanetárias

Partículas interplanetárias ou IDPs (Interplanetary Dust Particles) são pequenos grãos que orbitam ao redor do Sol. A grande maioria é fruto de colisões de corpos do Sistema Solar. As IDPs condriticas porosas são partículas primitivas que podem ser de origem cometária. Esse tipo de IDP pode ter em sua composição materiais orgânicos e grãos pressolares (principalmente silicatos). Atualmente são muito estudadas pois podem trazer informações importantes sobre a nebulosa pressolar. Na figura 3.1 apresentamos uma imagem SEM de uma IDP.

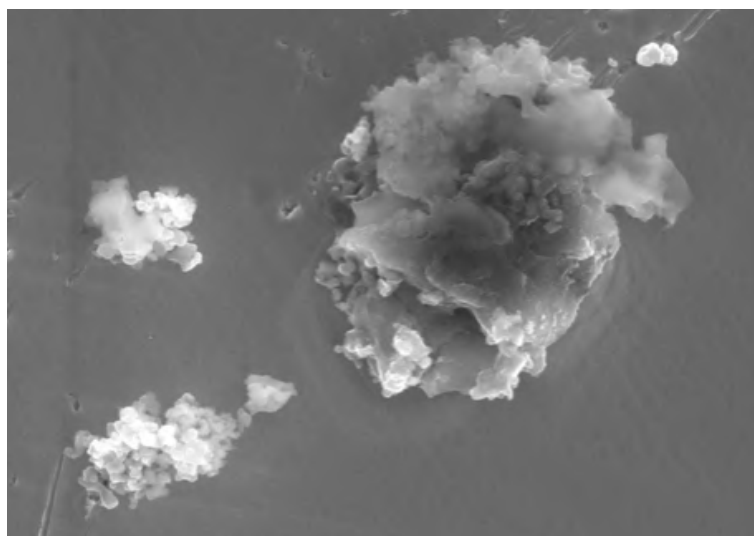


Figura 3.1 – Imagem SEM da IDP L2036-V11. Retirado de Fries et al. (2004).

## 3.3 Meteoritos

Meteoritos são fragmentos de corpos do Sistema Solar que atingem a superfície terrestre. Podem ser classificados de diversas formas, porém a que melhor se encaixa no trabalho aqui apresentado é a classificação de Rubin (1997). Ele os classificou de acordo com a química, mineralogia, petrologia e composição isotópica das amostras (Briceno 2014). Os meteoritos foram divididos em 3 grandes famílias que possuem várias classes e grupos. Essas famílias são os meteoritos condritos, meteoritos acondritos primitivos e meteoritos diferenciados. Os meteoritos condritos são os mais primitivos entre os meteoritos. Os objetos estudados neste trabalho são da família dos condritos e da classe dos condritos carbonáceos, desta forma, a partir daqui serão abordadas as características dos condritos, em especial os carbonáceos.

### 3.3.1 Meteoritos Condritos

Os meteoritos condritos são chamados dessa forma por causa dos côndrulos. Côndrulos são pequenas esferas de metal e silicatos que se formaram através de fusão e um rápido resfriamento de grãos de poeira na nebulosa solar (Briceno 2014). Possuem tamanhos que variam entre 0.01 mm e 10 mm. São formados por cristais de olivina ferromagnética e piroxênio, Fe e Ni metálicos com material vítreo ou microcristalino preenchendo-os. Acredita-se que os côndrulos foram um dos primeiros materiais sólidos formados na nebulosa solar. A figura 3.3 apresenta imagens de côndrulos de diferentes tamanhos, texturas e composições.

Além dos côndrulos, existem outros componentes que tornam os meteoritos condritos uma família especial para estudos. Os CAIs, as matrizes de grão fino, os agregados ameboides de olivina (AOA) e os grãos pressolares estão presentes nesse tipo de meteorito. Todos são considerados amostras mais primitivas do Sistema Solar. Eles são portadores de informações da nebulosa solar e, alguns deles carregam informações de nucleossíntese estelar. Durante a formação do Sistema Solar, esses materiais que se formaram em locais e de formas diferentes na nebulosa solar se encontraram e se compactaram formando corpos de dezenas de km. Esses corpos são os ancestrais dos meteoritos condritos.

Os CAIs (Calcium- and Aluminum-rich Inclusions) são inclusões ricas em Ca e Al formadas através de processos de evaporação e condensação controlada na nebulosa solar jovem. Acredita-se que são os objetos mais antigos que se formaram no Sistema Solar (Briceno 2014). Eles guardam

informações sobre as alterações que a nebulosa e seus corpos parentais sofreram durante a evolução e carregam razões isotópicas de fontes estelares. Eles têm tamanhos que variam entre 1  $\mu\text{m}$  e 1 cm e são objetos esferoidais ou de formato irregular compostos principalmente de óxidos e silicatos de cálcio, alumínio, titânio e magnésio. Os CAIs possuem mais material refratário que os côndrulos. A figura 3.2 apresenta uma imagem de um CAI presente em um fragmento do meteorito Allende (CV3).

Os AOA são agregados físicos de grãos individuais de forsterita ( $\text{Mg}_2\text{SiO}_4$ ), Fe e Ni metálicos e, pequenos CAIs. São componentes condriticos irregulares que possuem composição intermediária entre os CAIs e os côndrulos mais novos, sugerindo um elo entre esses dois objetos (Briceno 2014). A figura 3.4 apresenta uma micrografia de um AOA.

As matrizes de grão fino são agregados de grãos minerais com tamanhos entre 10 nm a 5  $\mu\text{m}$ . Estão ao redor dos CAIs e AOA e, preenchem os espaços entre eles. Elas são compostas de olivinas ricas em Mg, cristais de piroxênio e partículas de silicatos amorfos ferromagnéticos. As matrizes foram formadas de forma similar aos côndrulos. Um aquecimento seguido de um rápido resfriamento.

Os grãos pressolares são considerados os materiais mais antigos da nebulosa solar. São grãos formados em ventos de estrelas evoluídas frias e em ejeções estelares como supernovas e novas. Tais grãos sobreviveram aos processos destrutivos do meio interestelar e também aos processos de formação do Sistema Solar e se mantiveram presos a corpos que tiveram pouca ou nenhuma diferenciação, no caso, os meteoritos primitivos e cometas.

Toda essa informação mostra a importância do estudo dos meteoritos condritos. Eles guardam em sua composição materiais muito antigos que podem ajudar no entendimento de diversos assuntos como a formação do Sistema Solar, a composição da nebulosa solar, a nucleossíntese estelar e quais estrelas enriqueceram a nuvem molecular que formou o Sol.

Os condritos podem ser divididos em classes de acordo com sua composição: carbonáceos, ordinários, enstatitas, R e silicatos. A Tabela 3.2 apresenta as características de cada classe de condritos.





Figura 3.2 – Grande CAI (região branca) em uma amostra do condrito carbonáceo Allende pertencente ao grupo CV e de tipo petrológico 3.

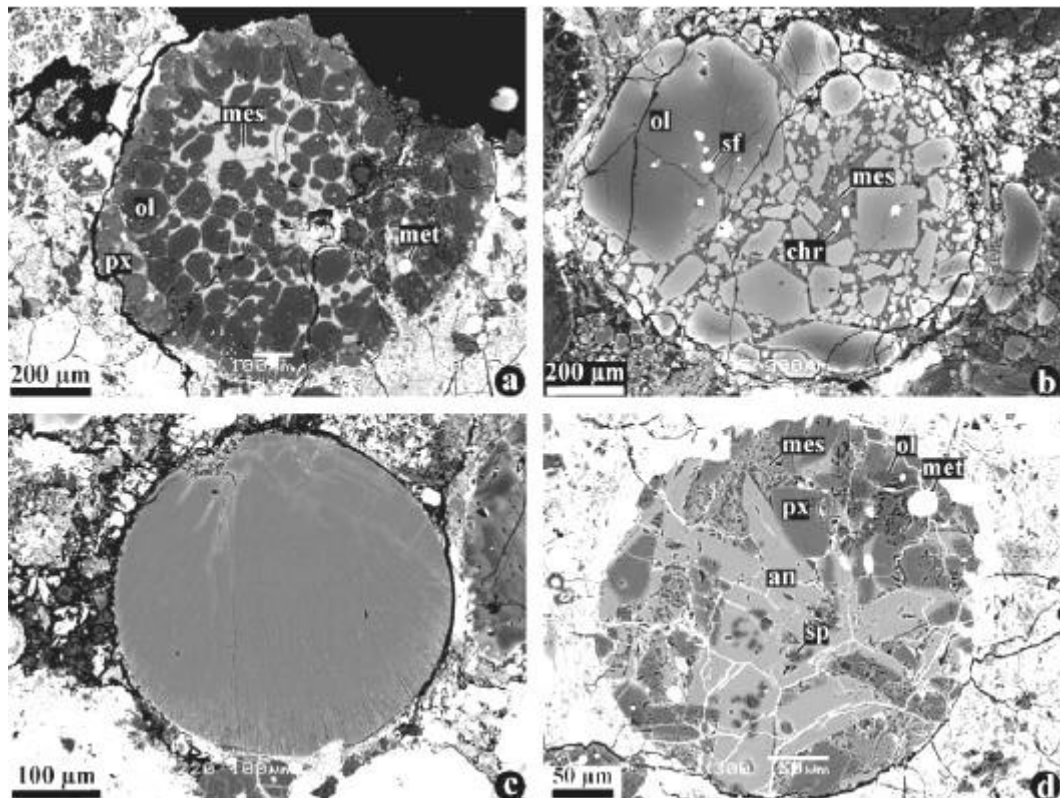


Figura 3.3 – Côndrulos de diferentes tamanhos, texturas e composições. Retirado de Briceno (2014).

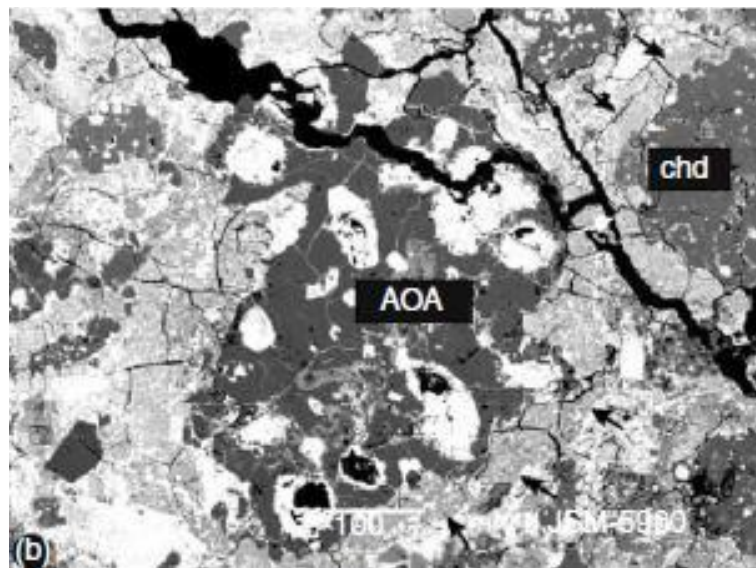


Figura 3.4 – Fotomicrografia de uma AOA. Retirado de Briceno (2014).

Tabela 3.2 Nessa Tabela apresentamos a classificação de meteoritos condritos de Rubin. Adaptada de Briceno (2014).

Classe	Grupo	Característica
Carbonáceo	CI	Alterado aquosamente Livre de côndrulos Rico em voláteis
Carbonáceo	CM	Alterado aquosamente Presença de minicôndrulos
Carbonáceo	CR	Alterado aquosamente Presença de côndrulos primitivos Presença de metal
Carbonáceo	CO	Presença de minicôndrulos Presença de metal
Carbonáceo	CV	Presença de côndrulos grandes Abundantes CAIs Alterado aquosamente de forma parcial
Carbonáceo	CK	Presença de grandes côndrulos Silicatos escurecidos

Classe	Grupo	Característica
Carbonáceo	CH	Presença de microcôndrulos Rico em metais Pobre em voláteis
Ordinário	H	Alto conteúdo em ferro
Ordinário	L	Baixo conteúdo em ferro
Ordinário	LL	Baixo conteúdo em ferro Baixo conteúdo em ferro metálico
R	R	Altamente oxidado
Enstatita	EH	Alto conteúdo em ferro Presença de microcôndrulos
Enstatita	EL	Baixo em ferro Côndrulos de tamanho moderado
Silicatos	IAB	Composição subcondrítica
Silicatos	IIICD	Composição subcondrítica

Outra forma interessante de classificação foi desenvolvida por Van Schmus (1967) levando em consideração os aspectos petrológicos do meteorito. Desta forma, os meteoritos são agrupados em uma primeira classificação de acordo com a composição química (carbonáceos, ordinários, etc) e em uma segunda classificação de acordo com o tipo petrológico.

Para tal classificação são levados em conta dez critérios que dividem os condritos em 7 grupos, numerados de 1 a 7. Sendo o tipo 3 o representante mais primitivo, sem alterações de nenhum tipo. Os tipos menores que 3 são mais alterados aqnosamente. Os tipos maiores que 3 possuem equilíbrio petrológico e de recristalização (Briceno 2014). No caso de condritos ordinários, usa-se uma subdivisão nos meteoritos tipo 3, classificando-os de 3.0 a 3.9 de acordo com a termoluminescência (Briceno 2014). Na figura 3.4 apresentamos um diagrama que relaciona o tipo petrológico e os grupos de meteoritos condritos.

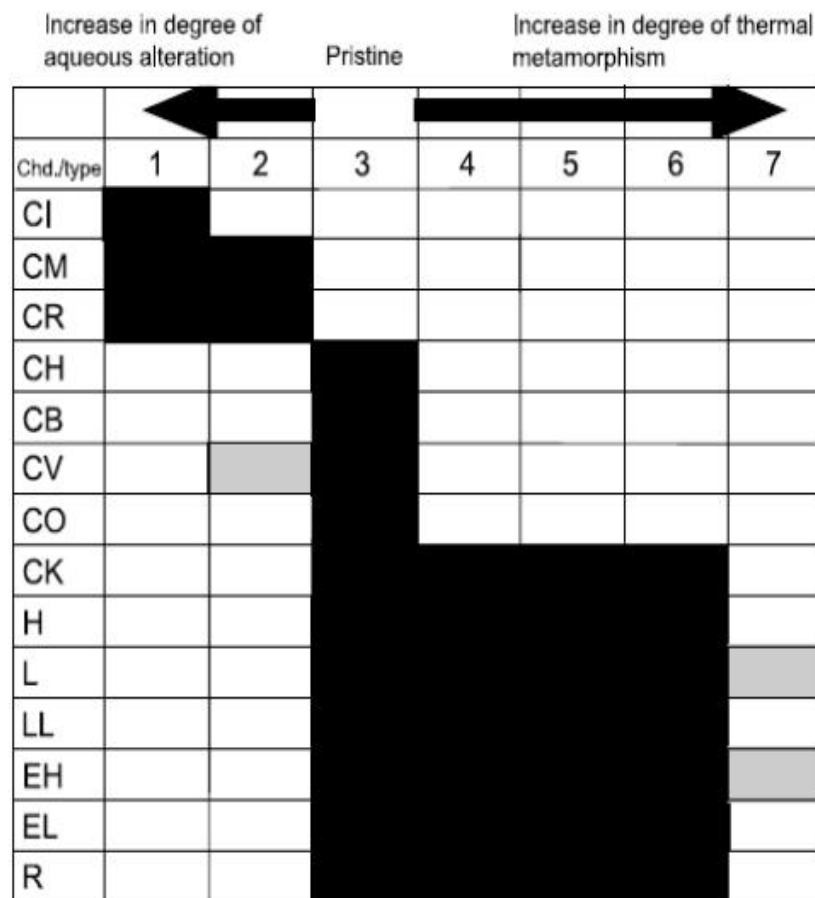


Figura 3.5 – Diagrama relacionando o tipo petrológico e os grupos condriticos. Retirado de Briceno (2014).

### 3.3.2 Meteoritos Condritos e os grãos pressolares

Os meteoritos condritos são conhecidos como os mais primitivos dentre os meteoritos. Contudo, nem todos os meteoritos condritos são portadores de grãos pressolares. Ao todo, foram encontrados grãos pressolares em 10 grupos de condritos (Lodders & Amari 2005). Da classe dos carbonáceos é possível encontrar grãos pressolares em 6 grupos: CI, CM, CR, CO, CV e CH. Já nos condritos ordinários são 3 grupos que possuem grãos pressolares: H3.4, L3.4/3.7 e LL3.0/3.1. E nos condritos enstatita é possível encontrar pressolares em apenas 1 grupo, o EH3-4. As numerações junto com os grupos de condritos ordinários e enstatita referem-se aos tipos petrológicos do grupo de meteoritos.

Levando em consideração os tipos petrológicos, os meteoritos primitivos de baixo tipo petrológico que não passaram por alterações aquosas ou não sofreram metamorfoses devido às altas temperaturas, são os meteoritos que melhor preservam os grãos pressolares (Lodders & Amari 2005). Os meteoritos condritos ordinários mais primitivos (tipo 3) possuem composições isotópicas

de C que variam mais que os condritos ordinários dos tipos 4 a 6. Assim, pode-se sugerir que exista uma destruição seletiva de algumas populações de grãos pressolares em meteoritos ordinários de tipos petrológicos mais altos, ou seja, meteoritos que sofreram mais metamorfismo térmico.

Os condritos ordinários são meteoritos muito comuns, chegando a representar até 85% das quedas observadas (Briceno 2014). São compostos por uma grande quantidade de cóndrulos de tamanhos milimétricos que possuem composições minerais distintas. Eles têm menos matriz que os condritos carbonáceos e os CAIs e AOAs são raros nesses tipos de meteoritos. Seus tipos petrológicos vão de 3 a 6. Os ordinários de tipo 3 ainda possuem mais subdivisões, de 3.0 a 3.9. Sendo os 3.0 e 3.1 os mais primitivos. Pode-se afirmar que os tipos mais primitivos de condritos ordinários são os LL3.0 e LL3.1.

Os condritos enstatitas possuem silicatos pobres em ferro. Seus cóndrulos são compostos, na sua maioria, de silicatos, piroxênio e enstatita ( $MgSiO_3$ ). Podem possuir cóndrulos de olivinas mas estes são muito raros em meteoritos do tipo EH3 e EL3 e, quase ausentes nos demais tipos. Eles apresentam tipos de sulfatos, metais e nitratos que outros tipos de meteoritos condriticos não possuem, osbornita ( $TiN$ ) e niningerita ( $(Mg, Fe, Mn)S$ ) por exemplo. Os enstatitas EH possuem tipos petrológicos que vão do EH3 até o EH5, sendo apenas o EH3 e EH4 que possuem grãos pré solares.

Os condritos carbonáceos detêm a maior quantidade de grupos onde os grãos pressolares estão presentes. Os dois meteoritos do trabalho pertencem a essa classe de meteoritos e, na próxima seção, mais detalhes sobre eles serão dados.

### 3.3.3 Meteoritos Condritos Carbonáceos

Os condritos carbonáceos são meteoritos com alto teor de carbono. Com exceção do grupo CK, eles são conhecidos por apresentarem pouquíssimas alterações por processos térmicos. Eles são divididos em 8 grupos: CI, CM, CR, CO, CV, CK, CH e CB. A primeira letra indica carbonáceos e a segunda letra indica o meteorito ao qual os outros foram comparados, por exemplo, os do tipo CI são comparados com o meteorito Ivuna. Possuem cóndrulos de diversos tamanhos. Alguns condritos carbonáceos são pobres em matriz de grãos finos (CH e CB), já outros são ricos (CI, CM, CO, CV e CR)

Os condritos CI são considerados os mais primitivos entre os carbonáceos. Seis dos meteoritos mais primitivos encontrados são desse grupo. São os únicos meteoritos condritos que não possuem

côndrulos. Eles também são carentes de CAIs e são altamente hidratados. Todos os condritos CI conhecidos são classificados como tipo petrológico 1 por serem os mais hidratados. O meteorito Orgueil faz parte desse grupo de meteoritos.

Os condritos CM possuem côndrulos pequenos e raros CAIs e AOAs. O nível de alteração aquosa varia em cada meteorito. Podem ser classificados nos tipos petrológicos 1 e 2. Eles são os condritos carbonáceos mais abundantes. O meteorito Murchison é do tipo CM2.

Os condritos CO possuem côndrulos pequenos e altas abundâncias matriciais. Possuem CAIs e AOAs. Seus tipos petrológicos podem variar de 3.0 a 3.7.

Condritos carbonáceos CV são ricos em CAIs e AOAs, possuem altas abundâncias matriciais e grandes côndrulos. São subdivididos em  $CV_{\text{oxi}}$  e  $CV_{\text{red}}$  de acordo com características petrológicas como a razão matriz/côndrulo, por exemplo. Há uma outra divisão dentro dos  $CV_{\text{oxi}}$ , os  $CV_{\text{oxiA}}$  do tipo Allende e os  $CV_{\text{oxiB}}$  do tipo Bali. A grande maioria dos condritos CV são de tipo petrológico 3, as exceções são os condritos  $CV_{\text{oxiB}}$  que apresentam alterações aquosas que podem vir a chegar no tipo 2.

Os condritos CK apresentam côndrulos grandes e alta abundância matricial. Seus tipos petrológicos variam do 4 ao 6.

Os carbonáceos CR possuem côndrulos ricos em metais, alta abundância matricial e pouca presença de CAIs e AOAs. São de tipo petrológico 2.

Meteoritos condritos CH têm pequenos côndrulos ricos em metais. São do tipo petrológico 3.

Condritos CB são os mais ricos em metais dentre os carbonáceos. Quase não possuem matriz e, apresentam áreas de material fundido entre os côndrulos de metais e os côndrulos de silicatos. São subdivididos de acordo com características petrológicas e químicas em  $CB_a$  e  $CB_b$ . Os  $CB_a$  possuem cerca de 60% de metais e côndrulos com tamanhos na ordem de centímetros e os  $CB_b$  possuem mais de 70% de metais e seus côndrulos possuem tamanhos na ordem de milímetros.

## 3.4 Os meteoritos do estudo

### 3.4.1 Murchison

O meteorito Murchison é um grande meteorito que caiu em Murchison, Victoria, na Austrália, em 1969. Sua queda foi observada. Relatos de moradores locais apontam para uma grande bola de fogo que se dividiu em três partes antes de desaparecer levantando uma grande nuvem de fumaça.

Alguns segundos depois sentiu-se um tremor. Diversos fragmentos do meteorito foram encontrados na região, totalizando um pouco mais de 100kg de massa. Ele é um dos meteoritos mais estudados.

Murchison pertence a classe dos condritos carbonáceos CM. Possui cerca de 12% de água, indicando que sofreu alteração aquosa e que pertence ao tipo petrológico 2.

Em sua composição pode-se citar que ele possui muitos CAIs, rico em grãos pressolares, foram encontrados também PAHs e compostos orgânicos. A figura 3.6 apresenta uma amostra do meteorito Murchison presente em uma exposição no Museu Nacional de História Natural de Nova Iorque.



Figura 3.6 – Amostra AMNH 4378 do meteorito Murchison pertencente ao Museu Nacional de História Natural, Nova Iorque. Retirada no site do museu.

### 3.4.2 Orgueil

O meteorito Orgueil caiu em 1864, próximo a Orgueil, no sul da França. Ele se fragmentou em cerca de 20 pedaços que totalizam 14kg. É um dos meteoritos mais estudados.

Orgueil pertence a classe dos condritos carbonáceos CI. Possui cerca de 9% de água e é classificado como tipo petrológico 1. Ele é considerado como um dos meteoritos mais primitivos encontrados. É rico em compostos orgânicos e possui muitos grãos pressolares.

Acredita-se que sua origem é cometária. A quantidade de água e alguns elementos presentes em sua composição são semelhantes dentro da margem de erro às características presentes em amostras do cometa Wild 2 coletadas pela missão Stardust (Gounelle & Zolensky 2014). A figura 3.7 apresenta uma amostra do meteorito Orgueil presente em uma exposição no Museu Nacional de História Natural de Nova Iorque.



Figura 3.7 – Amostra AMNH 519 do meteorito Orgueil pertencente ao Museu Nacional de História Natural, Nova Iorque. Retirada no site do museu.



### 3.5 Meteoritos e a heterogeneidade isotópica da nebulosa solar

Os corpos primitivos preservam em seus interiores componentes importantes para o entendimento dos mecanismos de processamento, transporte e misturas durante a formação do Sistema Solar. Antes dos estudos sobre grãos pressolares e sobre os CAIs serem desenvolvidos, acreditava-se que a nebulosa protossolar era isotopicamente homogênea. Com as análises mais avançadas desses componentes de meteoritos condritos, verificou-se anomalias isotópicas em alguns elementos. Os elementos mais utilizados para o estudo da heterogeneidade isotópica da nebulosa solar são o O, Mo, Ti, e mais recentemente, Si e Fe foram incorporados as análises. A fim de explicar a heterogeneidade isotópica através das anomalias isotópicas encontradas em componentes meteoríticos, aqui será relatado brevemente a ligação dos isótopos de O com o assunto.

O oxigênio é o principal elemento para as investigações sobre a distribuição dos isótopos na nebulosa solar. Isso ocorre porque o oxigênio é o único elemento do Sistema Solar em que havia uma fração considerável nas fases sólida e gasosa em uma ampla faixa de temperaturas na nebulosa protossolar (Kööp et al. 2016).

As composições isotópicas do oxigênio costumam ser expressadas a partir da unidade  $\delta$ , que é um desvio em parte por mil (‰) nas razões isotópicas  $^{17}\text{O}/^{16}\text{O}$  e  $^{18}\text{O}/^{16}\text{O}$  padrões terrestres (no caso, as razões padrões são medidas da água do mar, SMOW, Standard Mean Ocean Water ( $^{17}\text{O}/^{16}\text{O} = 0.0003829$  e  $^{18}\text{O}/^{16}\text{O} = 0.0020052$ )<sub>SMOW</sub> (Yurimoto et al. 2007). A partir dos valores padrões das razões isotópicas, os  $\delta^{17}\text{O}$  e  $\delta^{18}\text{O}$  são obtidos através da equação:

$$\delta^n\text{O} = [ ( ^n\text{O}/^{16}\text{O} )_{\text{amostra}} / ( ^n\text{O}/^{16}\text{O} )_{\text{SMOW}} - 1 ] \times 1000,$$

onde n pode ser 17 ou 18. No planeta Terra as composições isotópicas do oxigênio não são constantes em todos os materiais, porém as suas variações obedecem a uma lei de fracionamento de massa que, ao serem plotadas em um diagrama de três isótopos, seguem uma linha reta com inclinação de aproximadamente 0,52. Essa linha é chamada de linha de fracionamento terrestre (TFL). Medidas feitas em algumas amostras lunares mostram que elas seguem a mesma linha terrestre. Já em amostras de corpos que passaram por diferenciação e foram totalmente homogeneizados, como Marte e Vesta por exemplo, seguem um padrão de linhas paralelas a TFL. A figura 3.8 mostra o diagrama de 3 isótopos para os meteoritos acondritos e meteoritos de Marte e da Lua. As medidas feitas em meteoritos condritos demonstram desvios em relação a TFL. Se a nuvem



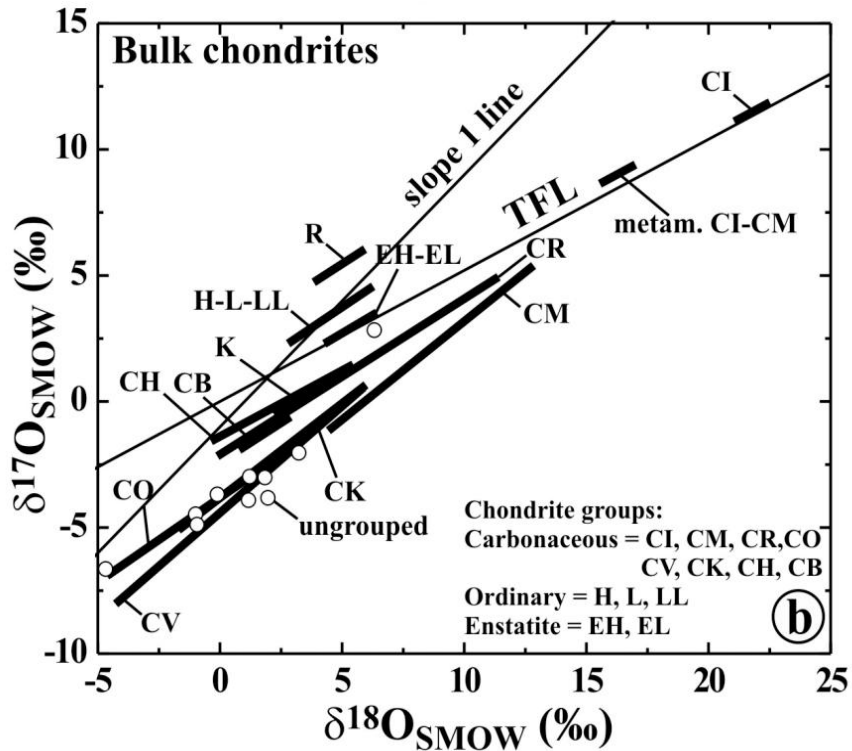


Figura 3.9 – Composições isotópicas de O (diagrama de 3 isótopos) para cada grupo de meteoritos condritos. Linha de fracionamento terrestre (TFL) indicada. Retirado de Yurimoto et al. (2007).

As medidas dos componentes isotópicos do oxigênio em amostras de CAIs, AOA e côndrulos de meteoritos condritos primitivos seguem uma linha com inclinação  $\sim 1$ . Os CAIs e AOA são mais ricos em  $^{16}\text{O}$  se comparados aos côndrulos em um mesmo grupo de condritos. Os côndrulos costumam ser mais ricos em  $^{17}\text{O}$  e  $^{18}\text{O}$ . A figura 3.10 apresenta um diagrama de 3 isótopos para CAIs e côndrulos do meteorito Allende.

Sabendo que cada um desses materiais se formou em uma região da nebulosa solar, essas diferenças nas composições isotópicas mostram que alguns materiais se formaram em uma região rica em  $^{16}\text{O}$  e outros se formaram em regiões ricas em  $^{17}\text{O}$  e  $^{18}\text{O}$ . Essas diferenças apontam que inicialmente a nebulosa solar era isotopicamente heterogênea.

Para explicar essas anomalias isotópicas do O, três hipóteses foram levantadas: efeitos nucleossintéticos, efeitos de fracionamento químico independente da massa e os efeitos fotoquímicos da self-shielding do CO (Yurimoto et al. 2007).

A mais aceita entre as hipóteses é a terceira. Os efeitos fotoquímicos da self-shielding do CO são os que melhor explicam as anomalias isotópicas encontradas em meteoritos. A self-shielding do CO é um processo de fotodissociação seletiva de isótopos que ocorre devido a radiação UV distante.

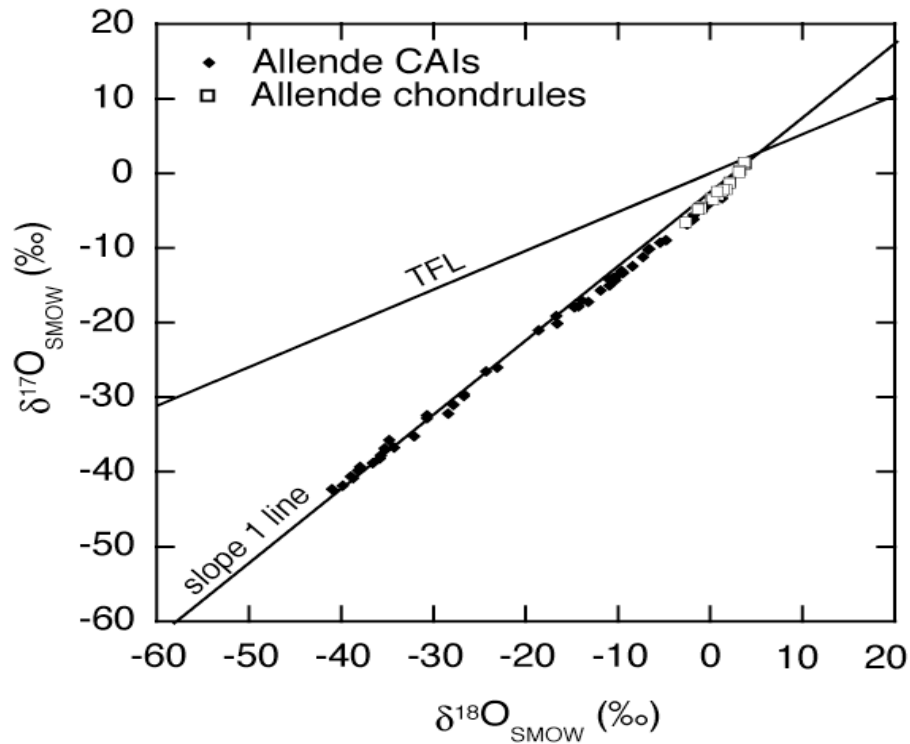


Figura 3.10 – Composições isotópicas do O de CAIs e côndrulos do condrito carbonáceo CV3 Allende.  
Retirado de Yurimoto et al. (2007)

Neste capítulo falamos brevemente sobre a formação do Sistema Solar e sobre como alguns grãos de origem estelar sobreviveram aos processos destrutivos do meio interestelar e da formação do próprio Sistema Solar. Falamos também sobre alguns corpos que mantêm esses grãos preservados até os dias atuais. Esses corpos são hospedeiros dos grãos conhecidos como grãos pressolares. No próximo capítulo falaremos sobre os grãos pressolares, suas principais características e espécies conhecidas.

## 4 Grãos Pressolares

Até a década de 1960 acreditava-se que todo o material presente na nebulosa solar foi misturado e processado formando um sistema totalmente diferenciado. Porém análises em um meteorito primitivo indicaram anomalias isotópicas em gases nobres ali presentes que só eram encontradas em nucleossíntese estelar. Este foi o primeiro indício de que haviam sobrevivido materiais que resistiram aos diversos processos destrutivos durante a formação do Sistema Solar. Esses grãos portadores de anomalias isotópicas presentes nos meteoritos primitivos foram chamados de grãos pressolares.

Grãos pressolares são amostras sólidas de estrelas encontradas em meteoritos primitivos que nos permitem estudar a evolução de estrelas que enriqueceram a nuvem molecular que formou o Sol. São identificados por suas razões isotópicas anômalas e sobrevivem até hoje presos em interiores de asteroides e cometas primitivos.

Tal estudo é importante em diversos aspectos. Com análises de grãos pressolares é possível comparar modelos de nucleossíntese estelar. É possível também determinar as fontes estelares que enriqueceram a nuvem molecular de onde a nebulosa solar se originou. Podemos também entender mais sobre as espécies de grãos encontrados em envoltórios de estrelas frias e, saber um pouco mais sobre a evolução da nebulosa solar.

No fim de suas vidas, as estrelas ejetam no MI material sintetizado em seus interiores. Esse material se espalha no MI e enriquece nuvens moleculares. A partir dessas nuvens, estrelas enriquecidas com elementos mais pesados são formadas. Com o Sistema Solar (SS) não foi diferente. A nuvem que formou o Sol foi enriquecida por diversas fontes estelares. O material ejetado pelas estrelas é composto de gás e grãos de poeira. Alguns desses grãos sobreviveram aos processos destrutivos do MI e da formação do SS e, se prenderam em corpos em formação.

Alguns meteoritos analisados possuem características que indicam pouca, ou quase nenhuma diferenciação desde a sua formação no SS inicial. Esses meteoritos trazem informações da nuvem que formou o SS. São chamados de meteoritos primitivos. É a partir desses objetos que os grãos pressolares são extraídos. Os grãos pressolares representam apenas uma pequena parcela dos grãos retirados desses meteoritos, aproximadamente 0.1%

Os primeiros grãos pressolares foram isolados pela primeira vez em 1987. Durante as tentativas de identificar os minerais que transportavam os gases nobres anômalos medidos em massas de meteoritos, foram descobertos, através de dissolução ácida, o diamante e o SiC pressolares em resíduos de massas de meteoritos primitivos.

A dissolução ácida não é um método tão eficaz, pois só seleciona os minerais que sobrevivem a queima do meteorito. Alguns pressolares, como os silicatos por exemplo, eram dissolvidos junto com seus meteoritos hospedeiros.

Com os avanços tecnológicos outras técnicas foram sendo desenvolvidas e, o desenvolvimento de instrumentação avançada para a microanálise química, isotópica e mineralógica de amostras muito pequenas permitiu a exploração científica total dos grãos pressolares presentes em meteoritos.

Cada técnica de análise do grãos tem um papel fundamental nos conhecimentos acumulados até hoje sobre os pressolares. Os SEMs (Scanning Electron Microscopy) analisam a morfologia e composição dos grãos. TEMs (Transmission Electron Microscopy) e Raman spectroscopy examinam as informações estruturais. Dados isotópicos de elementos mais leves podem ser obtidos usando sondas de íons. Nestes casos utilizam-se os SIMS (Secondary Ion Mass Spectrometry) para grãos maiores que 1 $\mu$ m e, NanoSIMS para grãos menores. No caso da composição isotópica de elementos pesados, as análises são feitas por TIMS (Thermal Ionization Mass Spectroscopy) e RIMS (Resonant Ionization Mass Spectrometry). A Figura 4.1 apresenta imagens de diferentes grãos pressolares geradas por duas técnicas distintas, SEM e TEM.

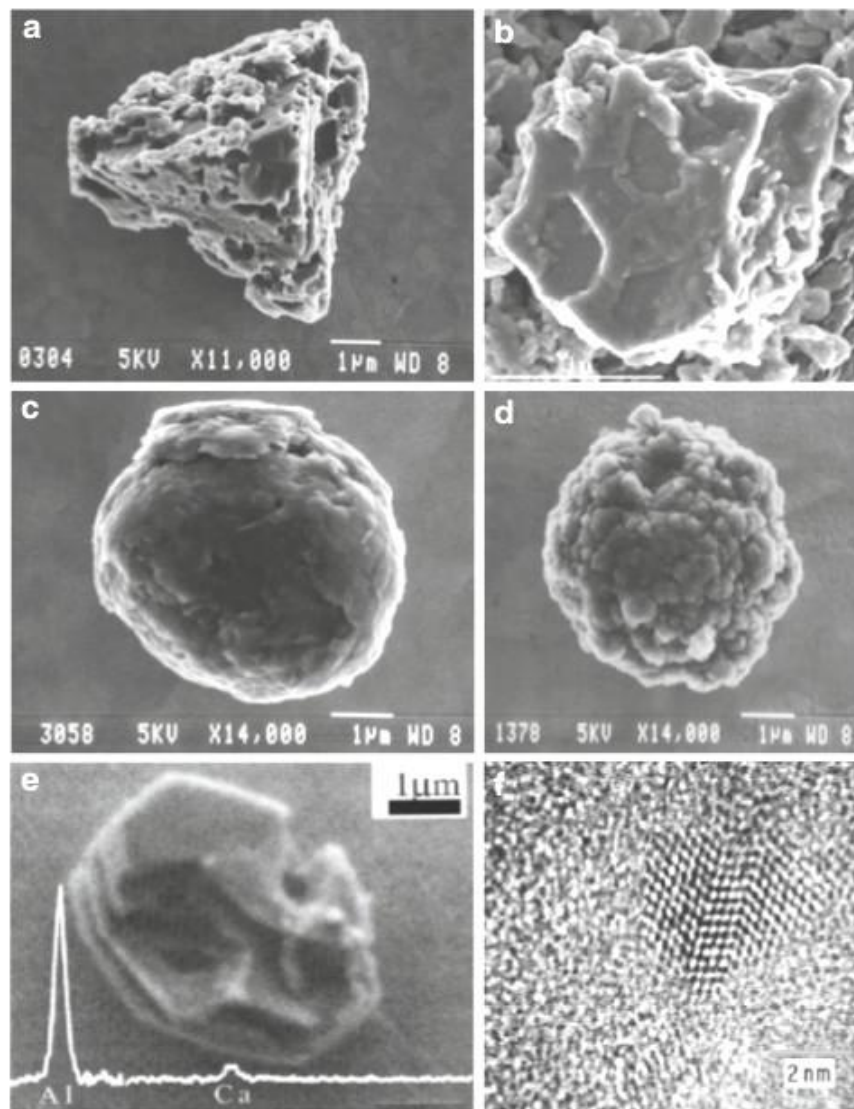


Figura 4.1 – Imagens geradas por duas técnicas de identificação de pressolares. (a – SiC pressolar de 3  $\mu\text{m}$ ), (b – grafite pressolar de 5  $\mu\text{m}$ ), (c –  $\text{Al}_2\text{O}_3$  pressolar de 0,5  $\mu\text{m}$ ) através da Micrografia eletrônica de varredura (Scanning Electron Micrograph – SEM). (d – nanodiamantes pressolares) através do Microscópio eletrônico de transmissão de alta resolução (TEM). Retirado de Clayton and Nittler (2004).

Os grãos pressolares podem ser divididos em duas categorias: os ricos em carbono e os ricos em oxigênio. Dentro dessas categorias ocorrem outras subdivisões de acordo com as razões isotópicas e as fontes que geraram cada grão. Os grãos pressolares mais abundantes são listados na Tabela 4.1 com algumas de suas características principais.

Tabela 4.1 – Principais grãos pressolares presentes em meteoritos primitivos. Dados adaptados de Henning (2010)

Mineral	Abundância Típica (ppm)	Tamanho típico ( $\mu\text{m}$ )	Assinaturas Isotópicas	Fonte Estelar	Rico em C ou O
Diamante	~1000	0.00026	Xe-HL	Supernova	C
SiC	~30	0.1-10	Rico em $^{13}\text{C}$ , $^{14}\text{N}$ , $^{22}\text{Ne}$ e elementos do processo-s  Baixa razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ , geralmente rico em $^{15}\text{N}$  Rico em $^{12}\text{C}$ , $^{15}\text{N}$ , $^{28}\text{Si}$ ; $^{26}\text{Al}$ e $^{44}\text{Ti}$ extintos  Baixa razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ e baixa razão $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$	Estrelas AGB  Estrelas C do tipo J  Supernova  Nova	C
Grafite	~10	1-10	Rico em $^{12}\text{C}$ , $^{15}\text{N}$ , $^{28}\text{Si}$ ; $^{26}\text{Al}$ , $^{41}\text{Ca}$ , $^{44}\text{Ti}$ extintos  Kr-S  Baixa razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  Baixa razão $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ ; Ne-E(L)	Supernova; estrelas Wolf Rayet  Estrelas AGB  Estrelas C do tipo J  Nova	C
Óxidos	~50	0.1-5	Rico em $^{17}\text{O}$ e pobre em $^{18}\text{O}$  Rico em $^{16}\text{O}$	Estrelas RGB e AGB  Supernova	O
Silicatos	~200	0.1-1	Rico em $^{17}\text{O}$ ; ~normal/pobre em $^{18}\text{O}$  Pobre em $^{17}\text{O}$ e rico em $^{18}\text{O}$	Estrelas RGB e AGB  Supernova	O
$\text{Si}_3\text{N}_4$	~0.002	~1	Rico em $^{12}\text{C}$ , $^{15}\text{N}$ , $^{28}\text{Si}$ ; $^{26}\text{Al}$ extinto	Supernova	-



Os pressolares “originais” são aqueles que foram encontrados graças aos gases nobres isotopicamente anômalos que eles transportam. São chamados como tal o diamante, SiC e grafite. O nanodiamante é de longe o mais abundante dos grãos pressolares. Isso não é confirmado com toda certeza devido ao fato de que os grãos de nanodiamante, ao contrário dos outros grãos, são muito pequenos. Por esse motivo não é possível analisar os grãos isolados e dessa forma, não se sabe se todo o nanodiamante é pressolar ou apenas uma fração dele.

Outros grãos não são conhecidos por carregar gases nobres, são eles: nitreto de silício e óxidos refratários (corundum, spinel, hibonite e  $\text{TiO}_2$ ). Eles foram descobertos porque são resistentes ao ácido usado na dissolução ácida e, assim como o SiC, sobraram nos resíduos dos meteoritos analisados. Os grãos mais abundantes são o spinel e o corundum.

Através de técnicas mais avançadas de imageamento, grãos pressolares de silicatos foram encontrados. Se levar em consideração que todos os nanodiamantes são pressolares, os silicatos formam o segundo grupo mais abundante de grãos pressolares.

Além dos citados acima, grãos minúsculos de TiC e ZrC (carbetos mais pesados) foram encontrados principalmente dentro de grãos de grafite e também em grãos de SiC.

## 4.1 Tipos de grãos e suas características

A análise da estrutura isotópica é usada para provar a origem pressolar do grão. Se combinada com a teoria da nucleossíntese estelar, pode também responder algumas questões básicas sobre as fontes estelares que originaram os grãos. Neste trabalho, uma discussão sobre as características dos principais grãos pressolares será apresentada.

### 4.1.1 SiC

É o mais bem estudado dos grãos pressolares. O tamanho típico dos seus grãos varia de 0.1  $\mu\text{m}$  a 10  $\mu\text{m}$ . Seu tamanho varia entre os diferentes tipos de meteoritos, sendo o Murchison o meteorito com maiores tamanhos em média de SiC.

Os grãos de SiC são estruturas cristalinas bem formadas, de faces nítidas e as suas modificações cristalográficas encontradas são 3C (cúbico), 2H (hexagonal) e o intercrescimento desses dois tipos

As razões isotópicas altamente anômalas, se comparadas com as solares, sugerem que diversas fontes estelares são as origens dos grãos de SiC. Cada razão isotópica é como uma assinatura de um processo de nucleossíntese. Através dessa informação é possível comparar e identificar a fonte que originou o tal grão.

Os grãos de SiC são divididos em grupos de acordo com suas composições isotópicas de C, N e Si. São divididos em 6 grupos: mainstream, A, B, X, Y e Z. Os mais abundantes (cerca de 90%) são os de população principal, ou mainstream. A tabela 4.2 apresenta algumas características dos grãos de SiC separados por grupos.

Tabela 4.2 – Distribuição de grãos de SiC individuais entre subgrupos e assinaturas isotópicas de diagnóstico dos elementos: C, N, Al e Si. Retirada de Henning (2010)

Grupo	Abundância <sup>a</sup> (%)	<sup>12</sup> C/ <sup>13</sup> C <sup>b</sup> Solar ~89	<sup>14</sup> N/ <sup>15</sup> N <sup>b</sup> Solar ~442	<sup>26</sup> Al/ <sup>27</sup> Al <sup>b</sup>	Si <sup>c</sup>
Mainstream	87-94	10-100	50-20000	10 <sup>-5</sup> – 10 <sup>-2</sup>	Inclinação da linha ~ 1.3-1.4
A	2	2-3.5	40-600	10 <sup>-4</sup> – 9x10 <sup>-3</sup>	Inclinação da linha ~ 1.3-1.4
B	2-5	3.5-10	70-12000	10 <sup>-4</sup> – 5x10 <sup>-3</sup>	Inclinação da linha ~ 1.3-1.4
X	1	18-7000	13-180	Acima de 0.6	Excesso em <sup>28</sup> Si (acima de 5x)
Y	1-2	140-260	400-5000	10 <sup>-4</sup> – 4x10 <sup>-3</sup>	Inclinação da linha 0.35
Z	0-3	8-180	1100-19000	Acima de 10 <sup>-3</sup>	Lado da inclinação da linha ~ 1.3-1.4 rico em <sup>30</sup> Si

<sup>a</sup> Intervalos referem-se a abundâncias observadas em diferentes tamanhos separados

<sup>b</sup> Intervalos aproximados

<sup>c</sup> Retirado do gráfico de Hoppe (1994)

## Grãos Mainstream

É o grupo com mais grãos de SiC. A maioria dos grãos nesse grupo apresentam razões isotópicas de <sup>12</sup>C/<sup>13</sup>C entre 40 e 80 (solar ~89), e de <sup>14</sup>N/<sup>15</sup>N entre 500 e 5000. Isso caracteriza uma queima de hidrogênio via ciclo CNO. Eles também possuem elementos do processo-s. Estas

características levam a uma possível formação em estrelas carbonadas de baixa massa ( $1-3M_{\text{sol}}$ ) durante a fase TP-AGB.

## Grãos A e B

São caracterizados por suas razões isotópicas de  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  muito baixas ( $<10$ ) em relação a solar ( $\sim 89$ ). Grãos do tipo A possuem razão  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} < 3.5$ . Razão  $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$  entre 40 e 10000. Análises de elementos específicos do processo-s em grãos A e B mostram que  $\frac{2}{3}$  dos grãos são ricos em elementos do processo-s e  $\frac{1}{3}$  não. Dessa forma, esses grãos possivelmente são originados em um tipo específico de estrelas carbonadas. Os grãos ricos em núclídeos do processo-s têm origem em estrelas carbonadas do tipo J, enquanto os grãos pobres em núclídeos do processo-s têm origem em estrelas AGB que experimentaram o “born again”.

## Grãos X

São cerca de 1% de todos os grãos de SiC analisados individualmente. São muito diferentes dos demais grãos de SiC. Possuem razões  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  mais altas e  $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$  mais baixas que as solares. Essas razões isotópicas são assinaturas de queima de He. Além disso, valores relativamente altos de  $^{28}\text{Si}$  e um significativo excesso de  $^{26}\text{Mg}$  e  $^{44}\text{Ca}$ , que são produtos do decaimento do  $^{26}\text{Al}$  e  $^{44}\text{Ti}$  respectivamente, apontam para uma origem em ejeções de supernovas.

## Grãos Y e Z

Os grãos Y e Z possuem características bastante parecidas com as dos grãos mainstream. A maioria deles tem origem parecida inclusive. O que os diferencia são os isótopos de Si. Os grãos Y possuem razão  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  maior que 100 e  $\delta^{30}\text{Si}/^{28}\text{Si}$  maior que 0. Já os grãos Z têm as razões  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  e  $\delta^{29}\text{Si}/^{28}\text{Si}$  menores que as solares. A figura 4.2 apresenta um gráfico dos  $\delta$ -valores de Si para os grãos SiC pressolares.

Os grãos Y provavelmente têm origem em estrelas AGB de baixa massa e com metalicidade mais baixa que a solar que experimentaram forte dragagem da camada de He. Enquanto os grãos Z,

a fonte da maioria dos grãos possivelmente são estrelas AGB de baixa massa e baixa metalicidade que experimentaram um forte cool bottom processing durante a fase RGB. Além disso, alguns grãos que possuem razões  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  e  $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$  baixas podem ter origem em novas.

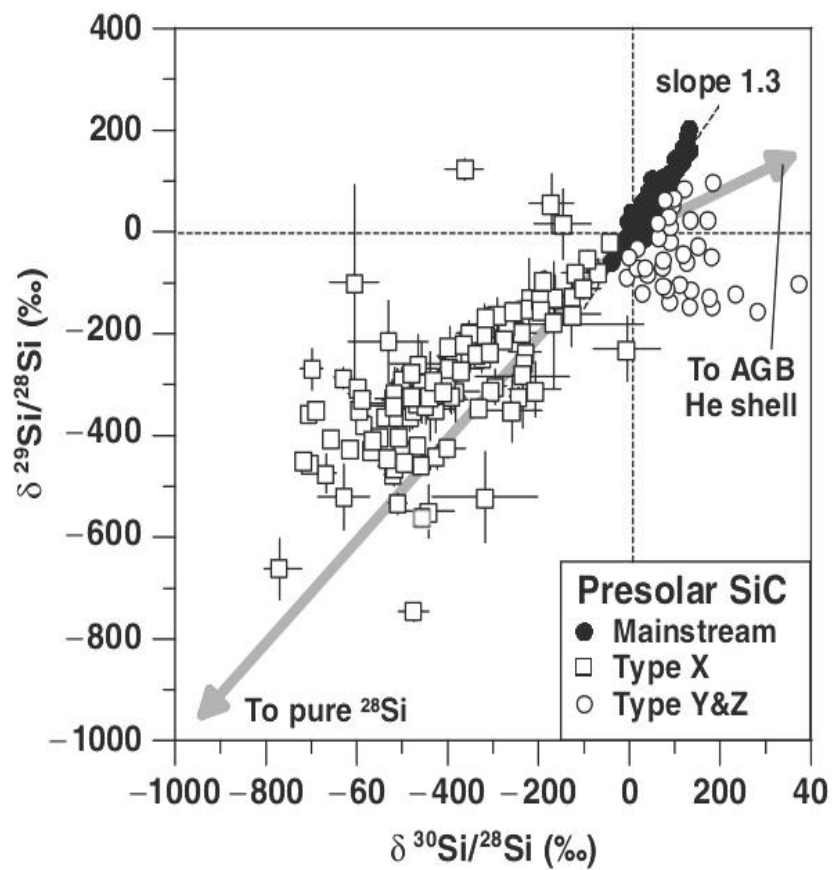


Figura 4.2 –  $\delta$ -valores de Si medidos em grãos SiC pressolares. Os  $\delta$ -valores representam um desvio com relação ao valor solar. Retirada de Henning (2010).

## 4.1.2 Grafite

Os grãos de grafite possuem razões isotópicas de  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  entre 2 e 7000, semelhante aos grãos de SiC. As razões isotópicas  $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$  estão entre 30 e 700, sendo maior que a solar para a maioria dos grãos. Seu tamanho típico varia entre 1  $\mu\text{m}$  e 10  $\mu\text{m}$ . Foram identificados dois tipos morfológicos, tipo cebola e tipo couve-flor. Grãos do tipo cebola possuem camadas concêntricas de carbono bem grafitado e um núcleo com agregados de grão fino, onde podem existir carbetos pressolares. Já os grãos do tipo couve-flor são agregados de pequenos grãos de grafite com camadas de carbono contorcidas. Os grafites do tipo cebola estão mais presentes em grafites de alta densidade e os do tipo couve-flor são mais abundantes em grafites de baixa densidade. A figura 4.3 apresenta dois grãos de grafite, um do tipo cebola e o outro do tipo couve-flor.

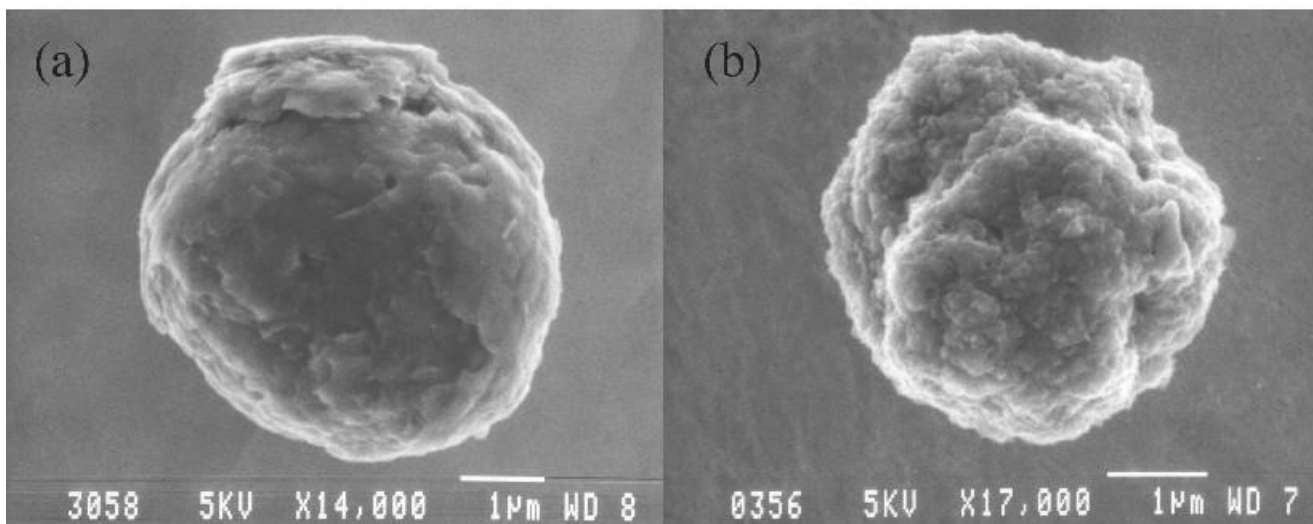


Figura 4.3 – Grafites pressolares e suas diferentes morfologias: (a) grafite do tipo cebola; (b) grafite do tipo couve-flor. Retirada de Lodders & Amari (2005).

Os grãos de grafite são divididos em 4 grupos devido suas razões isotópicas de C, porém existe uma notável correlação com a morfologia e densidade do grão.

O grupo 1 é caracterizado por possuir razões isotópicas  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  entre 2 e 20, intervalo parecido com o dos grãos de SiC A e B. Essas razões são muito baixas se comparadas com a solar.

O grupo 2 possui razões isotópicas  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  entre 20 e 80, parecido com o intervalo dos grãos de SiC mainstream.

O grupo 3 possui razões isotópicas  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  similares a solar. Possuem formato compacto não redondo ou agregado esféricos. Acredita-se que são condensados da nebulosa solar.

Os grãos do grupo 4 apresentam razões isotópicas  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  maiores que 100. São os grãos de grafite mais abundantes, aproximadamente 50% dos grãos individuais (Henning 2010). A figura 4.4 apresenta um histograma dos grãos de grafite divididos de acordo com sua razão  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ .

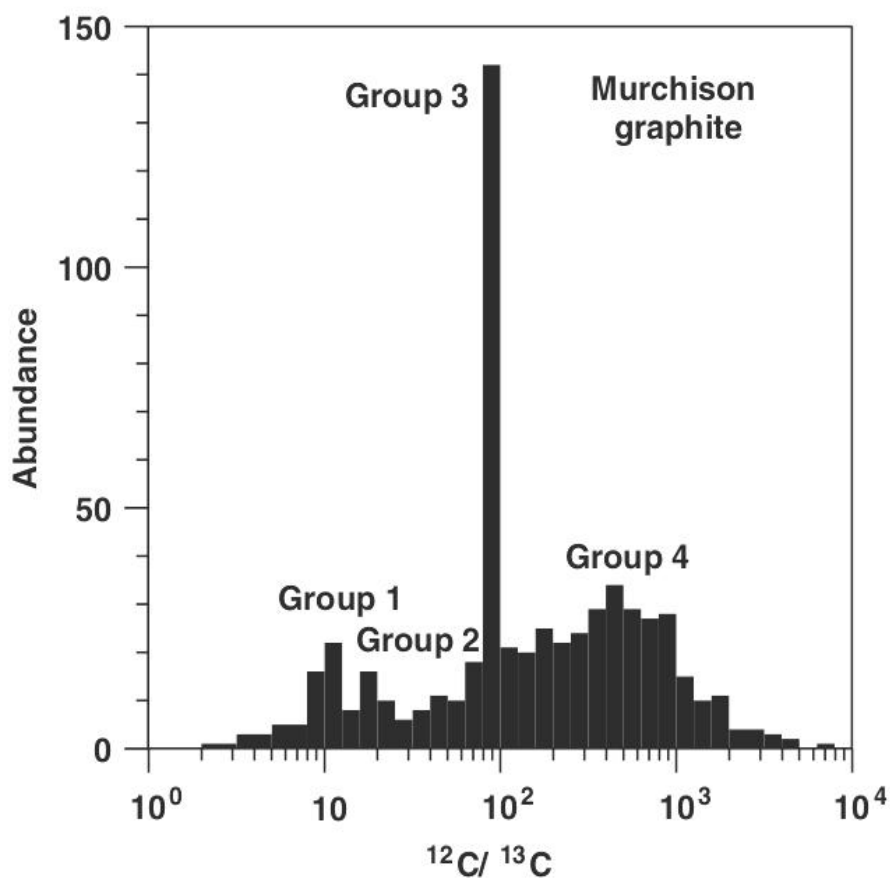


Figura 4.4 – Distribuição de medidas de  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  em grafites pressolares do meteorito Murchison. Retirada de Henning (2010).

Para identificar as possíveis origens dos grãos de grafite, uma divisão entre grafites de baixa densidade (LD – Low Density) e alta densidade (HD – High Density) é muito útil (Jadhav et al. 2014). A escolha dessa classificação se dá pelo fato de que as propriedades isotópicas dos grãos são dependentes da densidade dos mesmos.

Uma parte dos grãos LD possuem assinaturas isotópicas que sugerem formação em supernovas do tipo II. Análises dos isótopos de Ne e He de grãos de grafite de baixa densidade do meteorito Murchison mostraram que os grãos são altamente ricos em  $^{22}\text{Ne}$  e pobres em  $^4\text{He}$ . Lodders & Amari (2005) sugeriram que esse excesso de  $^{22}\text{Ne}$  vem do decaimento de  $^{22}\text{Na}$  que é produzido na zona O/Ne em supernovas. Além disso, baixa razão  $^4\text{He}/^{22}\text{Ne}$  e excessos de  $^{18}\text{O}$  e  $^{28}\text{Si}$  medidos em grãos de grafite LD individuais também indicam a formação em supernovas.

Os excessos de  $^{18}\text{O}$  foram encontrados juntamente com excessos de  $^{15}\text{N}$  na maioria dos grãos LD. Esses excessos simultâneos ocorrem apenas em uma zona pertencente a supernovas (Jadhav et al. 2014).

Outro fator que indica formação em estrelas massivas é que a razão  $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$  inferida para o tempo de formação do grão é alta, assim como nos grãos SiC X ( $\sim 1$ ).

A maioria dos grãos LD de grafite são originados em supernovas, quando se analisa os grãos HD, a porcentagem de grãos de supernova muda drasticamente, sendo 2% do meteorito Murchison e 7% do meteorito Orgueil (Jadhav et al. 2014).

A maior parte dos grãos de grafite HD encontrados nos meteoritos Murchison e Orgueil possui características como razão  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  maior que a solar (maior que 5000), N terrestre, razões isotópicas de O solares e excesso de  $^{30}\text{Si}$ . Junto com as evidências de assinaturas do processo-s em alguns elementos, como Kr-SH, as análises levam a conclusão de que esses grãos provavelmente foram originados em estrelas AGB (Jadhav et al. 2014).

Grãos de grafite HD que possuem assinaturas do processo-s e do processo-i, além de anomalias em isótopos de Ca e Ti possivelmente foram originados em estrelas pós-AGB.

No caso de grãos com razão  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  menor que 10 e com alta razão  $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ , acredita-se na formação em estrelas carbonadas do tipo J.

### 4.1.3 Diamantes

O diamante foi o primeiro grão pressolar a ser isolado (Lewis et al. 1987). Acredita-se que é a espécie mais abundante dentre os pressolares em meteoritos, cerca de 1000 ppm em meteoritos primitivos (Amari 2009). Mesmo tão abundantes, os diamantes são os grãos pressolares menos compreendidos. Isso é atribuído ao seu tamanho típico. Eles são extremamente pequenos ( $\sim 2,6$  nm) (Henning 2010) e por isso ainda não é possível analisar isotopicamente um grão de diamante individual. Dessa forma, eles são analisados em massas de diamantes agregados. Assim sendo, as

análises isotópicas não podem ser atribuídas a um grão específico e torna-se difícil correlacionar as assinaturas isotópicas dos elementos, já que não se sabe se todas as assinaturas são de um mesmo grão.

As razões isotópicas  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  e  $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$  medidas nos agregados de diamantes possuem valores próximos aos valores normais. Esses dados mostram que nem todos os diamantes dos conjuntos são pressolares (Amari 2009, Henning 2010). Como não se é possível correlacionar as assinaturas isotópicas elementais dos diamantes, a identificação dos diamantes pressolares é feita a partir de dados dos componentes do Xe.

O anômalo Xe-HL indica assinaturas de processo-r e processo-p. Esses processos ocorrem simultaneamente em uma única fonte estelar, supernovas. Assim, a partir da abundância de Xe-HL, pode-se dizer que 1 a cada 1 milhão de grãos de diamante é pressolar (Henning 2010).

Outra possível fonte de diamantes pressolares seria o meio interestelar. Uma assinatura de absorção no infravermelho entre  $3.4\mu\text{m}$  -  $3.5\mu\text{m}$  em nuvens densas tem sido atribuída a grãos de diamante. Pirali et al. (2007) analisaram espectros astrofísicos e laboratoriais e concluíram que, as assinaturas de emissão em  $3.43\mu\text{m}$  e  $3.53\mu\text{m}$  são devido a nanodiamantes e a assinatura de absorção em  $3.47\mu\text{m}$  é atribuída a moléculas menores de nanodiamantes.

#### 4.1.4 Óxidos Refratários

O primeiro óxido pressolar identificado foi o corundum ( $\text{Al}_2\text{O}_3$ ). Foi isolado a partir de dissolução ácida. Ele é o tipo mais abundante de óxido refratário pressolar encontrado em meteoritos e o mais estudado (Nittler et al. 1997). A partir dele foi desenvolvida uma classificação para os óxidos. Outros óxidos foram descobertos a partir de outras técnicas de identificação: spinel ( $\text{MgAl}_2\text{O}_4$ ), hibonita ( $\text{CaAl}_{12}\text{O}_{19}$ ) e o  $\text{TiO}_2$  (Henning 2010). Com a utilização do método de dissolução ácida alguns grãos pressolares foram dissolvidos, entre eles o spinel. Acredita-se que o spinel seja mais abundante que o corundum, porém boa parte dos grãos foram dissolvidos durante a dissolução ácida (Amari et al. 1994).

Nittler et al. (1997) utilizaram as razões isotópicas de O para criar uma classificação para os óxidos pressolares. De acordo com essa classificação os óxidos foram agrupados em 4 grupos. A tabela a seguir traz as faixas de valores para as razões isotópicas dos elementos O e Al dos óxidos de acordo com seu grupo. A Tabela 4.3 apresenta esses grupos.



Tabela 4.3 – Distribuição de óxidos entre subgrupos e assinaturas isotópicas de diagnóstico dos elementos: O e Al. Tabela adaptada de Nittler et al. (1997)

Grupo	$^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ Solar ~ 2622	$^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ Solar ~ 498	$^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$
1	349 – 2232	465 – 1122	0.00012 – 0.0078
2	735 – 1804	1409 – $\infty$	0.001 – 0.016
3	2409 – 5195	505 – 1530	0.00013 – 0.00062
4	1017 – 1902	164 – 320	0.001 – 0.0031

O grupo 1 é formado por grãos que apresentam razões isotópicas de  $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$  mais baixa que a solar e  $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$  mais alta que a solar. Isso indica uma possível formação em atmosferas de estrelas RGB e estrelas AGB (Nittler et al. 2008; Nittler et al. 1997).

Os grãos do grupo 2 apresentam uma deficiência maior de  $^{18}\text{O}$  que os do grupo 1. Isso é atribuído ao processo de mistura extra chamado “cool bottom processing” que suas estrelas geradoras podem ter experimentado (Nittler et al. 2008; Nittler et al. 1997).

Grãos do grupo 3 possuem razão  $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$  maior que a solar indicando que eles podem ter se formado em estrelas de massa muito baixa ( $1.2 - 1.4 M_{\text{sol}}$ ) (Nittler et al. 2008; Nittler et al. 1997).

O grupo 4 possui grãos ricos em  $^{18}\text{O}$ . Esse enriquecimento é explicado por misturas em camadas durante a ejeção de uma supernova (Gyngard et al. 2010). Grãos do grupo 4 que não possuem esse enriquecimento em  $^{18}\text{O}$  são atribuídos a estrelas com metalicidade maior que a solar.

#### 4.1.5 Silicatos

No início das buscas de grãos pressolares a técnica utilizada destruía parte da massa do meteorito para deixar apenas os grãos portadores dos gases nobres anômalos. Dessa forma, alguns outros grãos pressolares foram destruídos junto com o meteorito analisado. Os silicatos pressolares fazem parte desses grãos destruídos. Com o avanço das técnicas de identificação e isolamento de grãos pressolares, os silicatos foram descobertos (Nagashima et al. 2004; Nguyen & Zinner 2004).

Silicatos pressolares possuem tamanhos entre  $0.1 \mu\text{m}$  e  $1 \mu\text{m}$ . É o segundo tipo mais abundante de pressolares se considerarmos que todos os diamantes são pressolares. Eles são classificados de acordo com a mesma classificação feita para os óxidos a partir das razões isotópicas  $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$  e  $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ . Analisando o gráfico abaixo em que se tem óxidos e silicatos, pode-se

ver que a maioria dos silicatos caem na região dos óxidos do grupo 1 indicando que a maioria dos silicatos tem origem em estrelas RGB ou em estrelas AGB ricas em O. Alguns silicatos pertencem ao grupo 2, o que aponta para uma formação em estrelas que sofreram cool bottom processing. Alguns grãos se encaixam no grupo 3 que indica formação em estrelas de baixa metalicidade. Uma parte dos silicatos alinham-se ao grupo 4, mostrando uma possível formação em estrelas com metalicidade maior que a solar ou, para os grãos ricos em  $^{18}\text{O}$ , uma origem em supernova (Nguyen et al. 2007). A Figura 4.5 apresenta um gráfico das razões isotópicas de O para óxidos e silicatos pressolares coletados em meteoritos, IDPs e micrometeoritos da Antártica.

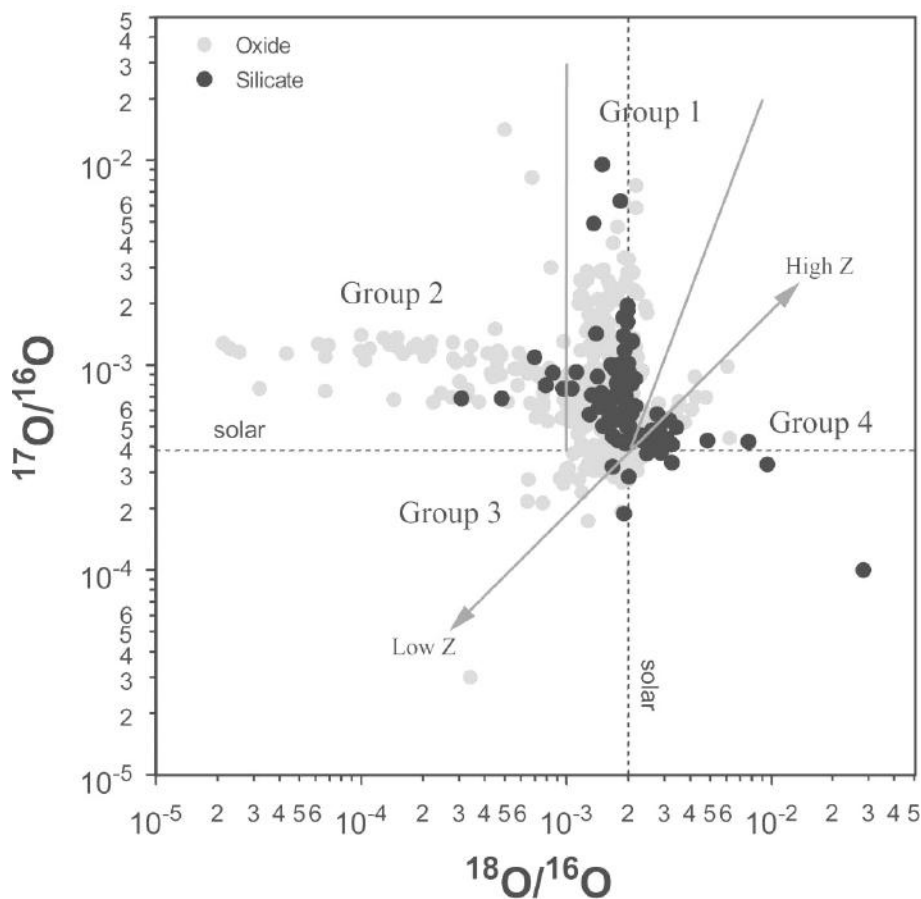


Figura 4.5 – Razões isotópicas de O medidas em óxidos e silicatos pressolares encontrados em meteoritos, IDPs e micrometeoritos da Antártica. Retirado de Nguyen et al. (2007).

#### 4.1.6 Outros grãos

##### $\text{Si}_3\text{N}_4$

Nitreto de Silício pressolares possuem assinaturas isotópicas parecidas com as dos grãos SiC do tipo X. Isso indica uma possível formação em ejeções de supernovas (Besmehn & Hoppe 2001; Henning 2010). A Figura 4.6 apresenta um gráfico das razões isotópicas de Si dos grãos de  $\text{Si}_3\text{N}_4$  e dos grãos SiC X.

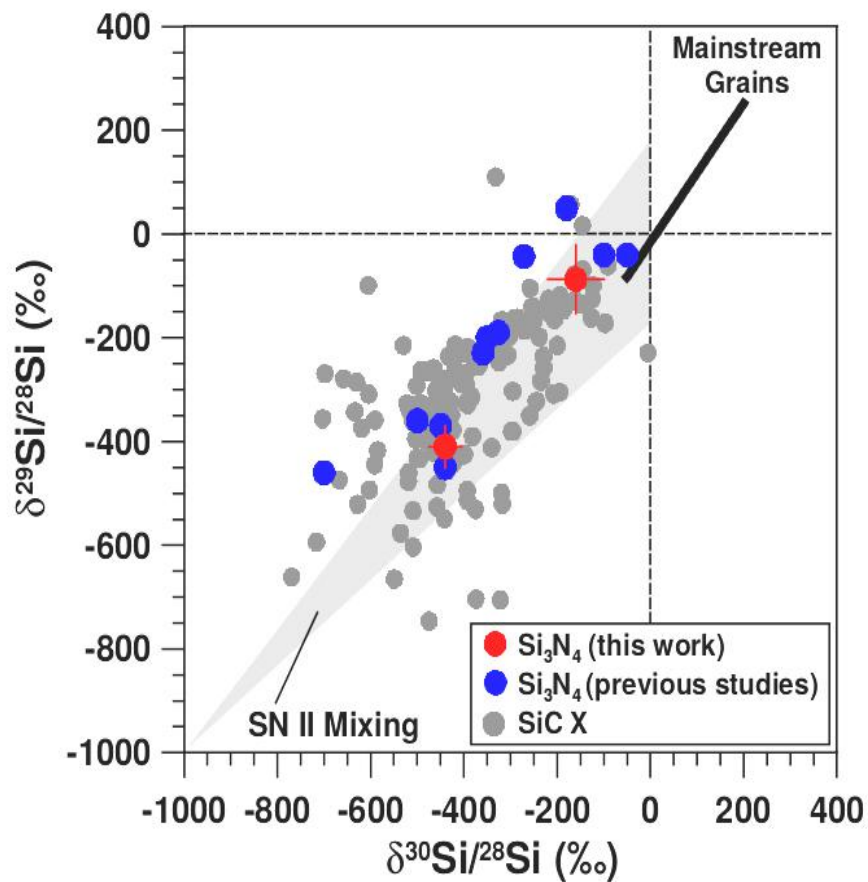


Figura 4.6 – Razões isotópicas de Si medidas em grãos  $\text{Si}_3\text{N}_4$  pressolares e grãos SiC X. Retirado de Besmehn & Hoppe (2001).

## Grãos internos

Análises mais detalhadas de grãos pressolares com instrumentos de imageamento mais avançados mostraram a presença de grãos internos em grafites e SiC pressolares. Esses grãos são carbeto refratários de Ti, Zr, Mo e Fe-Ni (Croat et al. 2005; Henning 2010). Os TiC internos trazem assinaturas que indicam  $^{44}\text{Ti}$  extinto. Essa característica leva a origem em supernovas. Alguns outros grãos internos carregam assinaturas de processo-s indicando estrelas AGB como suas geradoras (Croat et al. 2005). A Figura 4.7 apresenta um grão TiC no interior de um grafite pressolar do tipo cebola.

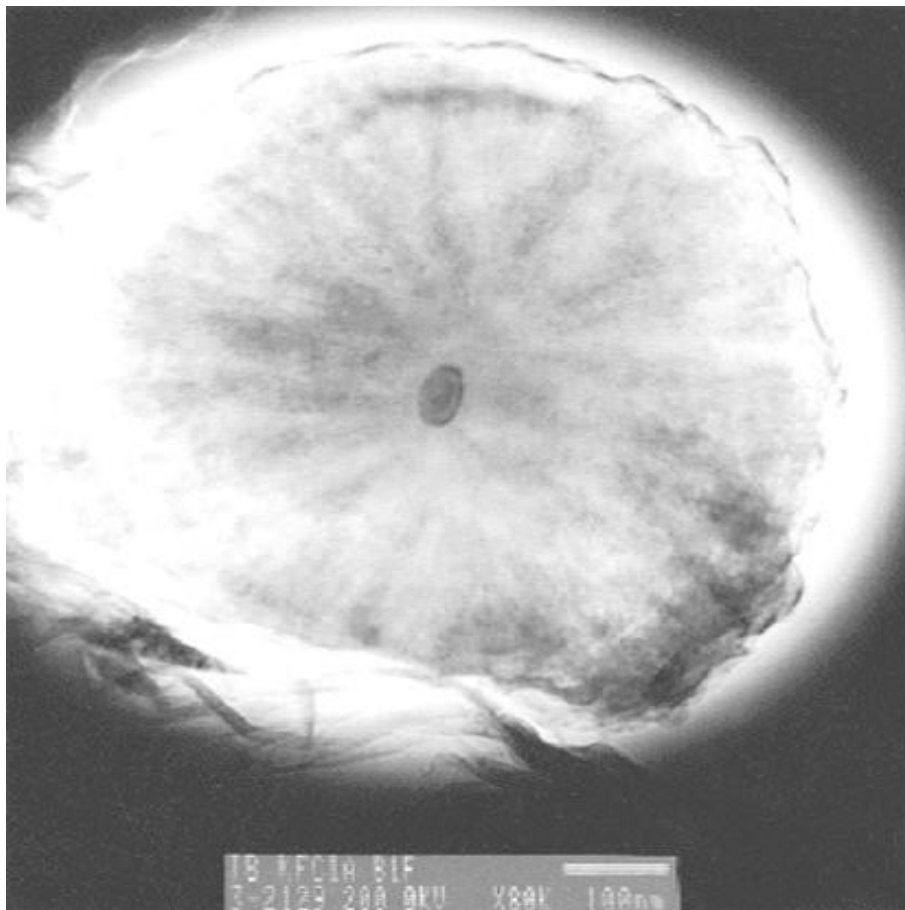


Figura 4.7 – Micrografia TEM de um grão de grafite pressolar do tipo cebola. O ponto mais escuro no centro é um grão interno de TiC. Retirado de Henning (2010).

Neste capítulo abordamos as principais características dos grãos pressolares, suas razões isotópicas e principais espécies. Falamos também sobre as possíveis fontes estelares que originaram cada tipo de grão. No próximo capítulo falaremos sobre os resultados das pesquisas feitas a partir de nossa amostra de grãos pressolares, onde apresentaremos os gráficos e discutiremos os resultados.

## 5 Resultados: Análises dos grãos pressolares dos meteoritos Murchison e Orgueil

Como visto nos capítulos anteriores, os grãos pressolares são de extrema importância para diversos estudos astrofísicos. Neste trabalho foi escolhida uma amostra com dois meteoritos condritos carbonáceos de grupos distintos, Murchison CM2 e Orgueil CI1. A partir das razões isotópicas medidas em grãos pressolares encontrados nestes meteoritos foi possível gerar gráficos onde podemos comparar e agrupar os grãos formados em fontes estelares distintas.

O objetivo inicial do trabalho foi encontrar algum indício de heterogeneidade na nebulosa solar através de dados obtidos com os grãos pressolares. Para isso, seria necessário separar os grãos de acordo com sua fonte estelar e, a partir disso, analisar se havia algum tipo de favorecimento na quantidade de grãos formados em uma determinada fonte estelar nos meteoritos da amostra. Para tal investigação escolhemos os grãos SiC e os grãos de grafite pressolares. Essa escolha foi feita baseada na quantidade de informações bibliográficas que se têm desses grãos. O SiC pressolar é a espécie que melhor foi estudada dentre os grãos pressolares. O grafite ainda é alvo de diversos estudos e, a partir de dados dos grãos de SiC, é possível fazer uma comparação entre eles e identificar as fontes estelares do grafite.

Na próxima seção falaremos um pouco mais sobre a amostra escolhida.

### 5.1 Amostra

Os grãos pressolares utilizados neste trabalho pertencem aos meteoritos Murchison e Orgueil. Os dados foram coletados no banco de dados de grãos pressolares da Universidade de Washington. Ao todo são 14873 grãos de SiC e 2216 grãos de grafite. A Tabela 5.1 indica as quantidades de grãos separados por meteoritos.

Tabela 5.1 – Grãos pressolares SiC e grafite dos meteoritos Murchison e Orgueil.

Meteorito	SiC	Grafite
Murchison	14704	1850
Orgueil	169	366

As tabelas extraídas do banco de dados de grãos pressolares contêm diversas informações sobre os grãos estudados. A primeira coluna contém o tipo, a segunda contém o nome do grão (no caso do grafite optamos por manter apenas o nome da amostra), a terceira possui as referências, na quarta encontramos o nome do meteorito ao qual o grão pertence, na quinta a técnica empregada para análise, na sexta o tamanho dos grãos, a sétima contém as notas e, a partir da oitava, contém as razões isotópicas de diversos elementos e seus respectivos erros. Informações sobre as tabelas e o link para acessá-las no nosso banco de dados estão disponíveis no anexo A.

Para discutir os resultados, a partir daqui iremos tratar os meteoritos separadamente.

## 5.2 Grãos do meteorito Murchison

Os grãos encontrados no meteorito Murchison possuem tamanhos entre 1,1  $\mu\text{m}$  a 28,0  $\mu\text{m}$  para o grafite e 0,6  $\mu\text{m}$  a 42,1  $\mu\text{m}$  para o SiC. Os grãos com tamanhos maiores que 10  $\mu\text{m}$  possivelmente são grãos agrupados.

A Tabela 5.2 mostra a quantidade de grãos SiC de cada grupo e a suas faixas de tamanhos. A tabela 5.3 mostra a quantidade de grãos de grafite separados pela densidade do grão e suas faixas de tamanhos.

Tabela 5.2 – Quantidade de grãos SiC encontradas na amostra do meteorito Murchison separada por grupos e com a faixa de tamanhos indicada em  $\mu\text{m}$ .

Grupo	Quantidade	Porcentagem em relação ao total de grãos SiC do Murchison	Tamanho ( $\mu\text{m}$ )
Mainstream	12369	~ 84,12%	0,1 – 42,1
X	554	~ 3,77%	0,2 – 2,0
AB	745	~ 5,07%	0,4 – 11
Y	456	~ 3,10%	0,3 – 4,0
Z	429	~ 2,92%	0,4763 – 2,2
C	12	~ 0,08%	0,227*
Nova	9	~ 0,06%	0,5*
Indefinidos	130	~ 0,88%	Não possui dados

\* Informação de apenas um grão.

Tabela 5.3 – Quantidade de grãos de grafite na amostra do meteorito Murchison separada por densidade e com a faixa de tamanho indicada em  $\mu\text{m}$ .

Grupo	Quantidade	Porcentagem em relação ao total de grãos de grafite do Murchison	Tamanho ( $\mu\text{m}$ )
HD	1178	~ 63,7%	Não possui dados
LD	672	~ 36,3%	1,1 – 28,0

É possível notar que os grãos de SiC X são os de menor tamanho. Esse é um resultado coerente, pois em na explosão de uma supernova a densidade do local não é suficiente para se formar grãos maiores. O oposto ocorre com os grãos Mainstream. Eles possuem os maiores tamanhos dentre os grãos de SiC encontrados no Murchison. Isso também é um resultado coerente, pois como vimos no capítulo 4, os grãos Mainstream são formados em envoltórios de estrelas AGB ricas em carbono. Envoltórios circunstelares de estrelas evoluídas frias possuem densidade suficiente para formar grãos maiores que os grãos encontrados em ejeções de supernovas. Outra explicação para os grãos de tamanho superior a 10  $\mu\text{m}$  seria um possível crescimento no meio interestelar.

A maioria dos grãos de SiC pertence aos grupos que indicam formação em estrelas AGB, indicando que grande parte dos grãos que enriqueceram a nebulosa pressolar foram fornecidos por estrelas evoluídas frias.

Ao contrário do SiC, os grupos de grafite não são bem classificados de acordo com suas possíveis fontes estelares e, por isso, nos dados da tabela não foram indicados grupos que os classificam de acordo com suas fontes. Dessa forma, para uma divisão de acordo com as fontes estelares, neste trabalho fizemos uma classificação dos grãos de grafite de acordo com suas fontes originárias a partir de dados de suas razões isotópicas. A Tabela 5.4 traz as faixas das razões isotópicas utilizadas para a classificação e a quantidade de grãos de grafite da amostra presente em cada grupo. Os tracejados indicam que tal razão isotópica não foi utilizada para classificar o grão para aquela determinada fonte. O valor solar para as razões  $\delta$  sempre será 0. Isso ocorre porque as razões  $\delta$  utilizam os valores solares como parâmetros.



Tabela 5.4 – Classificação de grãos de grafite do meteorito Murchison de acordo com suas possíveis fontes.

Fontes →	Supernova	AGB	Carbonadas do tipo J	Pós-AGB
$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ (Solar ~ 89)	----	> 89	2 – 10	10 - 20
$^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ (Solar ~ 498)	< 498	~ 498	----	----
$^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ (Solar ~ 2622)	----	~ 2622	----	----
$^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ (Solar ~ 442)	< 442	----	> 272 (valor terrestre)	----
$\delta(^{29}\text{Si}/^{28}\text{Si})$ (Solar = 0)	< 0	----	----	----
$\delta(^{30}\text{Si}/^{28}\text{Si})$ (Solar = 0)	< 0	> 0	----	----
$\delta(^{26}\text{Mg}/^{24}\text{Mg})$ (Solar = 0)	> 0	----	----	----
$\delta(^{42}\text{Ca}/^{40}\text{Ca})$ (Solar = 0)	----	----	----	> 0
$\delta(^{43}\text{Ca}/^{40}\text{Ca})$ (Solar = 0)	----	----	----	> 0
$\delta(^{46}\text{Ti}/^{48}\text{Ti})$ (Solar = 0)	----	----	----	> 0
$\delta(^{47}\text{Ti}/^{48}\text{Ti})$ (Solar = 0)	----	----	----	> 0
$\delta(^{49}\text{Ti}/^{48}\text{Ti})$ (Solar = 0)	----	----	----	> 0
$\delta(^{50}\text{Ti}/^{48}\text{Ti})$ (Solar = 0)	----	----	----	> 0
Quantidade total de grãos →	3	32	40	1
Quantidade de grãos LD →	0	32	19	1
Quantidade de grãos HD →	3	0	21	0

Os valores mostrados na tabela são valores utilizando como filtro todas as razões isotópicas indicadas, porém como muitos grãos não possuem todas as informações necessárias para seguir com a análise minuciosamente, optamos por utilizar algumas características principais para identificar as fontes estelares.

No caso de grãos de grafite de supernova podemos afirmar que grãos com enriquecimentos em  $^{15}\text{N}$  e  $^{18}\text{O}$  são pertencentes a esse grupo. Um enriquecimento de ambos isótopos só ocorre em uma das zonas de estrelas massivas. Dessa forma obtivemos 140 grãos de grafite de supernova, sendo 56 grãos HD e 84 grãos LD.

Para grãos de estrelas carbonadas do tipo J, a razão  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  muito baixa é característica desse tipo de estrela. Portanto, utilizando só o filtro de  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  entre 2 e 10 obtivemos 119 grãos, sendo 75 grãos HD e 44 grãos LD.

Nos grãos de estrelas pós-AGB optamos pela utilização da razão isotópica  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ . Foram obtidos 131 grãos, sendo 73 grãos HD e 58 grãos LD.

Com relação aos grãos de AGB resolvemos analisar excluindo os grãos das demais fontes. Utilizamos a razão  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  maior que 89 e assim já excluímos os grãos de pós-AGB e de carbonadas do tipo J. Para excluir os grãos de supernova optamos por valores da razão  $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$  entre 488 e 530. Encontramos 169 grãos, sendo 148 grãos HD e 21 grãos LD.

Ao comparar os grãos pela densidade, podemos ver que os grãos HD possuem mais grãos de estrelas AGB, enquanto os grãos LD representam o maior número de grãos de supernova.

### 5.3 Grãos do meteorito Orgueil

Os grãos encontrados no meteorito Orgueil possuem tamanhos entre 1,0  $\mu\text{m}$  a 9,6  $\mu\text{m}$  para o SiC e 1,0  $\mu\text{m}$  a 35,0  $\mu\text{m}$  para o grafite. Os grãos com tamanhos maiores que 10  $\mu\text{m}$  possivelmente são grãos agrupados.

A Tabela 5.5 mostra a quantidade de grãos SiC de cada grupo e a suas faixas de tamanhos. A Tabela 5.6 mostra a quantidade de grãos de grafite separados pela densidade do grão e suas faixas de tamanhos.

Tabela 5.5 – Quantidade de grãos SiC encontradas na amostra do meteorito Orgueil separada por grupos e com a faixa de tamanhos indicada em  $\mu\text{m}$ .

Grupo	Quantidade	Porcentagem em relação ao total de grãos SiC do Orgueil	Tamanho ( $\mu\text{m}$ )
Mainstream	144	~ 85,2%	1,0 – 8,8
X	1	~ 0,6%	2,2
AB	11	~ 6,5%	1,7 – 4,5
Y	4	~ 2,4%	2,3 – 3,8
Z	9	~ 5,3%	1,7 – 9,6
C	0	0%	----
Nova	0	0%	----
Indefinidos	0	0%	----

Tabela 5.6 – Quantidade de grãos de grafite na amostra do meteorito Orgueil separada por densidade e com a faixa de tamanho indicada em  $\mu\text{m}$ .

Grupo	Quantidade	Porcentagem em relação ao total de grãos de grafite do Orgueil	Tamanho ( $\mu\text{m}$ )
HD	196	~ 53,6%	1,0 – 35,0
LD	170	~ 46,4%	2,0 – 18,0

O único grão SiC X encontrado nesta amostra do meteorito Orgueil possui um dos menores valores de tamanhos dos grãos, reforçando assim a ideia de que os grãos formados em supernovas possui pequenos tamanhos. Nenhum grão nesta amostra apresentou tamanho maior que 10  $\mu\text{m}$ , porém isso não nos dá a certeza de que todos são grãos isolados.

Para analisar os grãos de grafite do Orgueil aplicamos o mesmo procedimento que utilizamos nos grãos de grafite do Murchison. A Tabela 5.7 apresenta os dados obtidos.

Tabela 5.7 – Classificação de grãos de grafite do meteorito Orgueil de acordo com suas possíveis fontes.

Fontes →	Supernova	AGB	Carbonadas do tipo J	Pós-AGB
$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ (Solar $\sim 89$ )	----	$> 89$	2 – 10	10 - 20
$^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ (Solar $\sim 498$ )	$< 498$	$\sim 498$	----	----
$^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ (Solar $\sim 2622$ )	----	$\sim 2622$	----	----
$^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ (Solar $\sim 442$ )	$< 442$	----	$> 272$ (valor terrestre)	----
$\delta(^{29}\text{Si}/^{28}\text{Si})$ (Solar = 0)	$< 0$	----	----	----
$\delta(^{30}\text{Si}/^{28}\text{Si})$ (Solar = 0)	$< 0$	$> 0$	----	----
$\delta(^{26}\text{Mg}/^{24}\text{Mg})$ (Solar = 0)	$> 0$	----	----	----
$\delta(^{42}\text{Ca}/^{40}\text{Ca})$ (Solar = 0)	----	----	----	$> 0$
$\delta(^{43}\text{Ca}/^{40}\text{Ca})$ (Solar = 0)	----	----	----	$> 0$
$\delta(^{46}\text{Ti}/^{48}\text{Ti})$ (Solar = 0)	----	----	----	$> 0$
$\delta(^{47}\text{Ti}/^{48}\text{Ti})$ (Solar = 0)	----	----	----	$> 0$
$\delta(^{49}\text{Ti}/^{48}\text{Ti})$ (Solar = 0)	----	----	----	$> 0$
$\delta(^{50}\text{Ti}/^{48}\text{Ti})$ (Solar = 0)	----	----	----	$> 0$
Quantidade total de grãos →	37	59	7	1
Quantidade de grãos LD →	37	8	2	0
Quantidade de grãos HD →	0	51	5	1

Assim como feito com os grãos de grafite do Murchison, aplicamos filtros mais simples que são característicos dos grãos das determinadas fontes que estamos analisando e o número de grãos por grupo aumentou.

Os grãos de supernova, utilizando apenas as razões  $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$  menor que 498 e  $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$  menor que 442, passaram a ser 125 grãos, sendo 74 grãos LD e 51 grãos HD.

Grãos de estrelas AGB, empregando as razões  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  maior que 89 e a razão  $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$  entre 488 e 530, tornaram-se 155 grãos, sendo 54 grãos LD e 101 grãos HD.

No caso dos grãos de estrelas carbonadas do tipo J, foi utilizada a razão  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  entre 2 e 10. Obtivemos 20 grãos, sendo 10 grãos LD e 10 grãos HD.

Em grãos de estrelas pós-AGB, empregamos a razão  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  entre 10 e 20. Encontramos 27 grãos, sendo 14 grãos LD e 13 grãos HD.

É possível notar que os grãos de supernova aparecem em maior quantidade em grãos de grafite de baixa densidade (LD). Esse resultado condiz com a baixa densidade em ejeções de supernovas. Já grãos de grafite de alta densidade (HD) possuem a maior parte dos grãos de estrelas AGB, sendo coerentes com as condições com maior densidade encontradas nos envoltórios dessas estrelas em comparação a ejeções de supernovas.

Além dessas análises preliminares dos grãos da amostra, uma outra análise utilizando gráficos das razões isotópicas foi realizada com o objetivo de identificar os 130 grãos indefinidos de SiC e agrupar os grãos de grafite de acordo com suas fontes estelares. A seguir falaremos sobre a metodologia empregada e sobre os resultados obtidos.

## 5.4 Metodologia

Como dito anteriormente, o objetivo principal deste trabalho é procurar algum indício de heterogeneidade da nebulosa solar através dos grãos pressolares encontrados nos meteoritos Murchison (CV2) e Orgueil (CI1). Durante a análise dos grãos notamos que haviam 130 grãos SiC do meteorito Murchison ainda não identificados e achamos interessante tentar classificá-los também. E, o grafite ainda é uma espécie com classificação um pouco indefinida, por esta razão decidimos também tentar desenvolver uma classificação para os grafites pressolares dos meteoritos da amostra.

Para realizar tais tarefas empregamos o método de análise via gráficos das razões isotópicas. Em alguns gráficos é possível notar uma certa separação entre os grupos de SiC pressolares. Essa divisão auxilia na comparação com os grãos de grafite, visto que os grupos de SiC já possuem suas possíveis fontes estelares bem definidas. Assim sendo, utilizamos gráficos como uma ferramenta de comparação entre os grãos para uma possível classificação dos grãos de grafite.

Nem todos os grãos da amostra contêm todas as informações que o cabeçalho da tabela indica. Por exemplo, um grão pode ter seu valor da razão isotópica  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  mas não possui o valor da razão  $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ . Nesses casos, para gerar o gráfico precisamos excluir os grãos que não possuem a

informação de uma razão ou outra. Com isso a quantidade de grãos utilizados nos gráficos variam de acordo com as razões isotópicas empregadas.

Os gráficos foram produzidos de acordo com os modelos feitos em trabalhos anteriores de autores distintos (Amari, Liu, Hoppe, entre outros). Eles utilizaram determinados gráficos para mostrar características principais de determinados grupos de grãos pressolares e, dessa forma, conseguir identificar as fontes estelares que originaram cada grupo. Os valores das razões isotópicas que eles usaram como limites para classificar cada fonte estelar que originou determinado grão vêm de modelos estelares que mostram as abundâncias de determinados isótopos nas fontes estudadas. Neste trabalho não usamos nenhum modelo desse tipo para comparação, mas nos preocupamos em seguir os resultados já encontrados na bibliografia para a classificação das fontes estelares.

Os grãos SiC indefinidos possuem poucas informações porém obtivemos alguns gráficos a respeito deles.

Com relação a heterogeneidade da nebulosa solar, foram analisadas as quantidades de grãos de cada fonte estelar para saber qual meteorito era mais rico em grãos de determinada fonte.

Toda a análise dos dados foi feita utilizando pequenos códigos produzidos por nós para fazer a coleta de dados da tabela e transformá-los em gráficos através da linguagem Python. O código está disponível na base de dados onde se encontram as tabelas com os grãos pressolares da amostra.

## 5.5 Resultados

### 5.5.1 $^{14}\text{N}/^{15}\text{N} \times ^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$

Os gráficos obtidos para essas razões são dos grãos de grafite. Os grãos SiC não possuem razões isotópicas de oxigênio disponíveis. A Tabela 5.8 apresenta os resultados encontrados para os grafites do meteorito Murchison e a Tabela 5.9 mostra os resultados obtidos para os grafites do meteorito Orgueil. As Figuras 5.1 e 5.2 mostram os gráficos produzidos para os grãos do Murchison, separando-os pela amostra em que foram coletados (5.1) e pela densidade (5.2). As Figuras 5.3 e 5.4 mostram o mesmo para os grãos do Orgueil.

Tabela 5.8 – Distribuição dos grãos de grafite do meteorito Murchison utilizados para criar o gráfico  $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$  x  $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$  de acordo com as amostras que foram extraídos. As 3 últimas colunas são a distribuição de acordo com a densidade e o total de grãos utilizados.

Amostra	KE1	KE3	KFA1	KFB1	KFC1	LD*	HD*	Total
Quantidade	0	58	85	25	119	143	144	287

\*Divisão de acordo com a densidade, onde LD = baixa densidade e HD = alta densidade

Tabela 5.9 – Distribuição dos grãos de grafite do meteorito Orgueil utilizados para criar o gráfico  $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$  x  $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$  de acordo com as amostras que foram extraídos. As 3 últimas colunas são a distribuição de acordo com a densidade e o total de grãos utilizados.

Amostra	OR1b	OR1c	OR1d	OR1f	OR1g	OR1h	OR1i	LD*	HD*	Total
Quantidade	0	7	140	110	50	0	9	147	169	316

\*Divisão de acordo com a densidade, onde LD = baixa densidade e HD = alta densidade

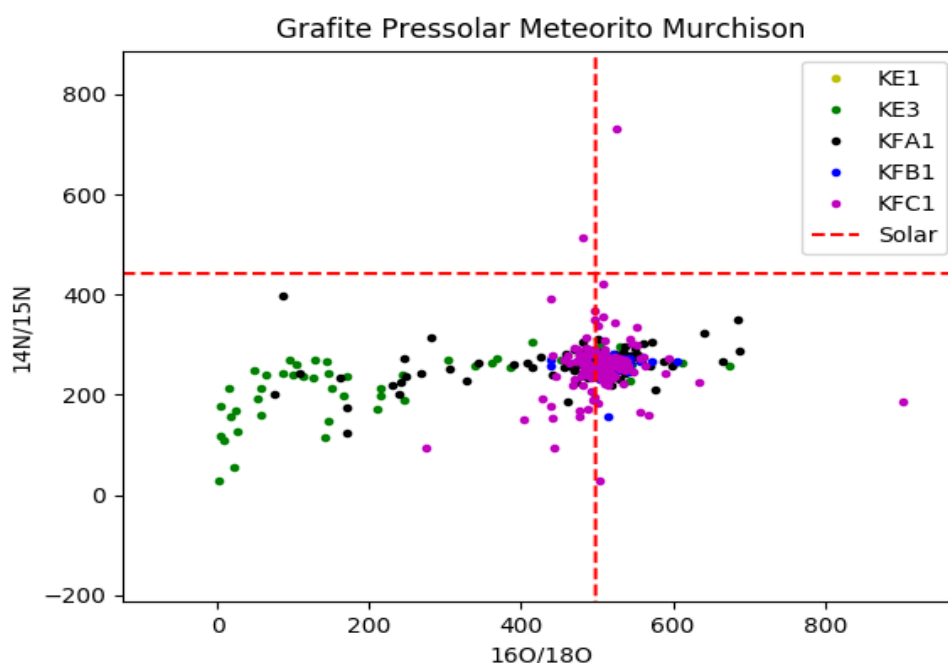


Figura 5.1 – Gráfico das razões isotópicas de N e O para os grãos de grafite do meteorito Murchison separados por amostra. Eixo y indica a razão  $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$  e o eixo x representa a razão  $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ . Valores solares indicados no gráfico com as linhas tracejadas.

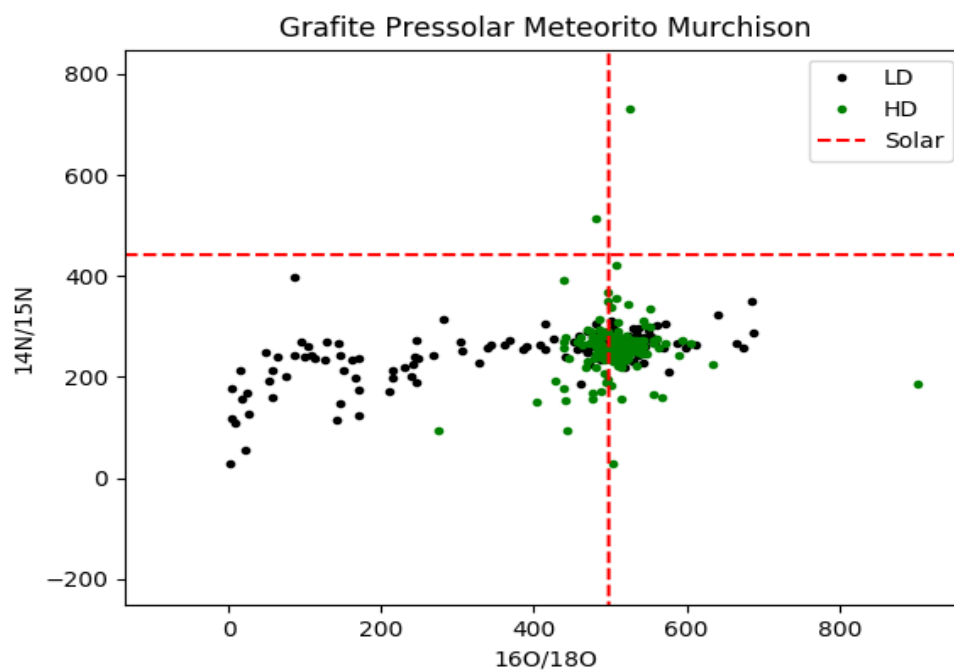


Figura 5.2 – Gráfico das razões isotópicas de N e O para os grãos de grafite do meteorito Murchison separados por densidade. Eixo y indica a razão  $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$  e o eixo x representa a razão  $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ . Valores solares indicados no gráfico com as linhas tracejadas.

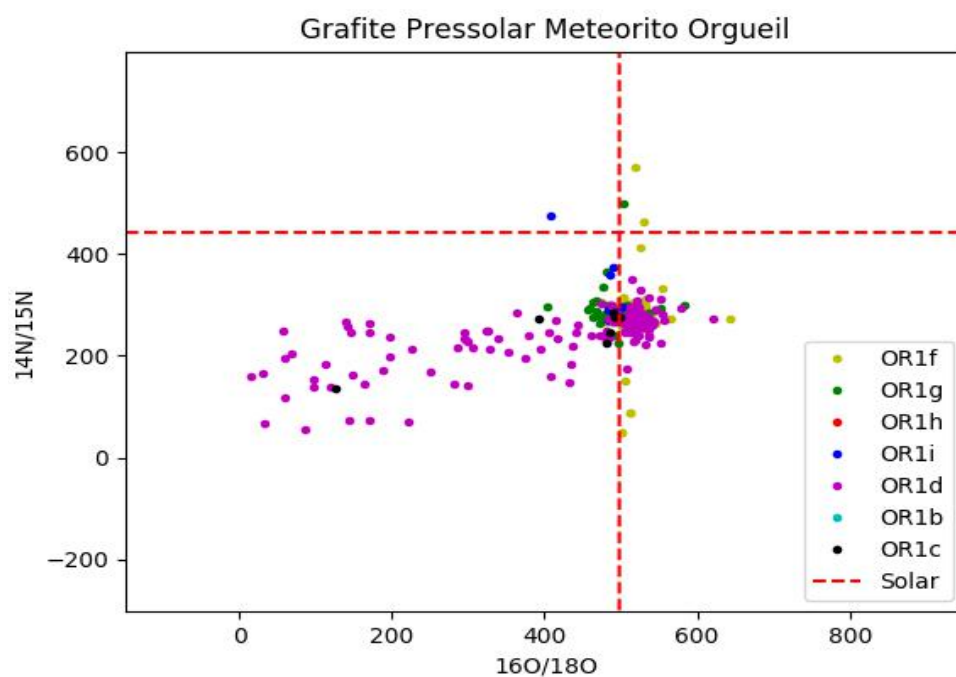


Figura 5.3 – Gráfico das razões isotópicas de N e O para os grãos de grafite do meteorito Orgueil separados por amostra. Eixo y indica a razão  $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$  e o eixo x representa a razão  $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ . Valores solares indicados no gráfico com as linhas tracejadas.

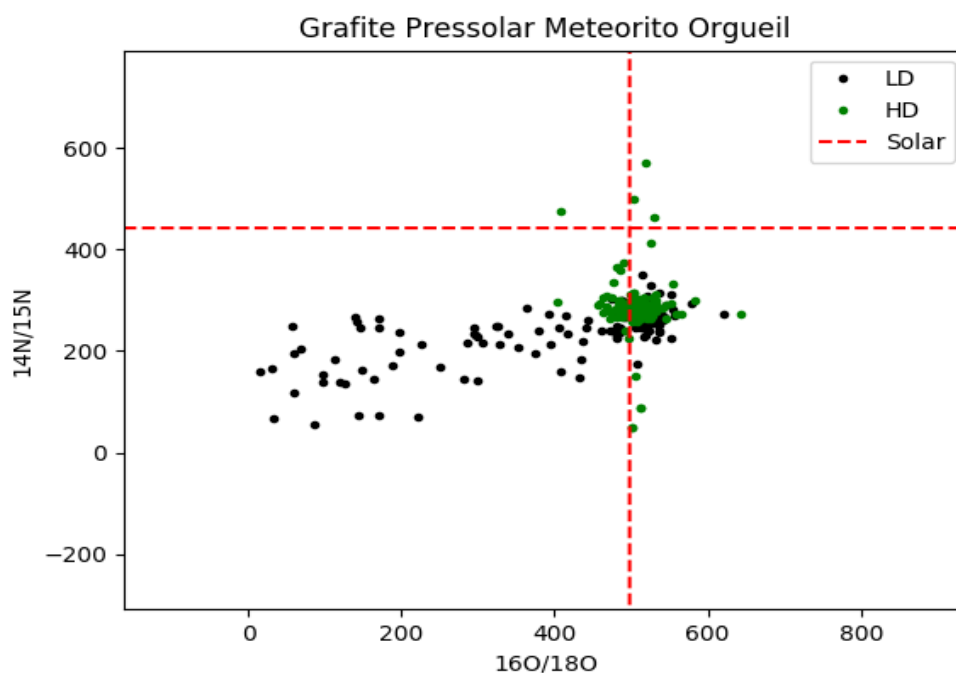


Figura 5.4 – Gráfico das razões isotópicas de N e O para os grãos de grafite do meteorito Orgueil separados por densidade. Eixo y indica a razão  $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$  e o eixo x representa a razão  $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ . Valores solares indicados no gráfico com as linhas tracejadas.

A principal utilidade destes gráficos é indicar os possíveis grãos formados em supernovas e os grãos que estão abaixo da linha solar horizontal e a esquerda da linha solar vertical são assumidos como grãos de supernova. Podemos ver através das Figuras 5.2 e 5.4 que os grãos LD são a maioria dos pertencentes a esse grupo. Vale a pena lembrar uma informação passada no início do capítulo onde separamos os grãos utilizando essas razões isotópicas e encontramos os grãos com possível origem em supernovas. A Tabela 5.10 traz uma comparação dos resultados para ambos meteoritos.

Tabela 5.10 – Grãos de grafite dos meteoritos Murchison e Orgueil formados possivelmente em supernovas.

	LD	HD	Total de grãos de supernova	Porcentagem em relação ao total de grãos analisados por meteorito	Total de grãos analisados
Murchison	84	56	140	48,8%	287
Orgueil	74	51	125	39,6%	316



Esses resultados mostram que a maioria dos grãos de supernova são de baixa densidade e isso é visto nos gráficos. A quantidade de grãos de supernova para ambos os meteoritos são semelhantes mas deve-se levar em conta o tamanho da amostra.

### 5.5.2 $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ x $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$

Os gráficos obtidos para essas razões isotópicas foram apenas para os grãos de grafite do meteorito Murchison. Nenhum grão de grafite do Orgueil possui essa informação, inviabilizando a produção dos gráficos. Os grãos SiC não possuem razões isotópicas de O. Os dados obtidos estão na Tabela 5.11. As Figuras 5.5 e 5.6 apresentam os gráficos obtidos com os grãos separados por amostra e pela densidade, respectivamente.

Tabela 5.11 – Distribuição dos grãos de grafite do meteorito Murchison utilizados para criar o gráfico  $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$  x  $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$  de acordo com as amostras que foram extraídos. As 3 últimas colunas são a distribuição de acordo com a densidade e o total de grãos utilizados.

Amostra	KE1	KE3	KFA1	KFB1	KFC1	LD*	HD*	Total
Quantidade	0	35	98	175	0	133	175	308

\*Divisão de acordo com a densidade, onde LD = baixa densidade e HD = alta densidade

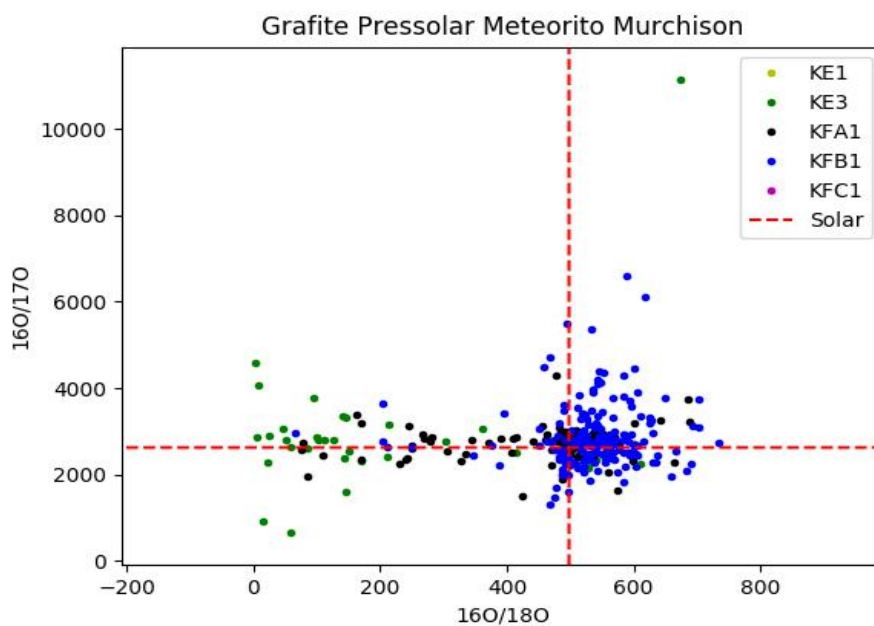


Figura 5.5 – Gráfico das razões isotópicas de O para os grãos de grafite do meteorito Murchison separados por amostra. Eixo y indica a razão  $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$  e o eixo x representa a razão  $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ . Valores solares indicados no gráfico com as linhas tracejadas.

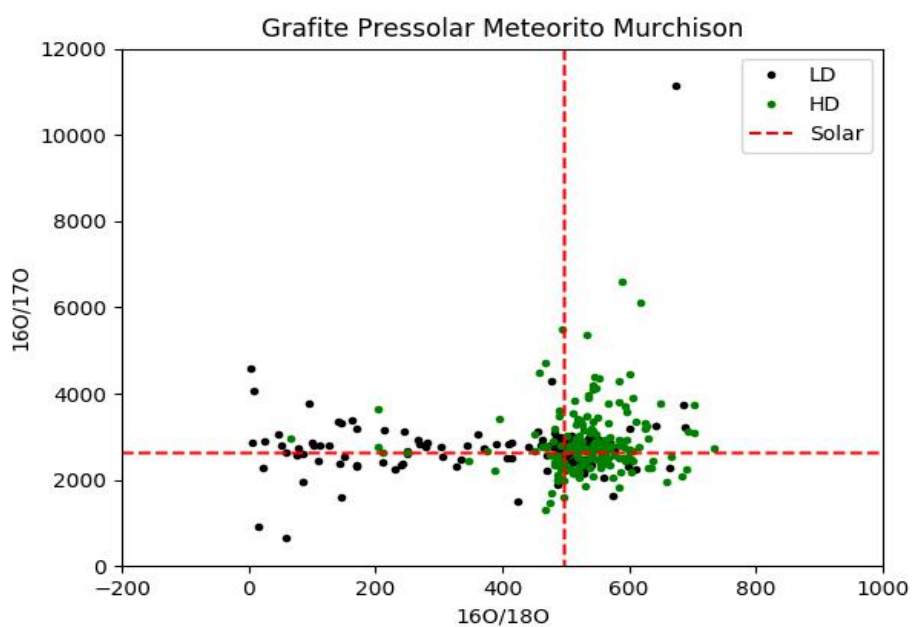


Figura 5.6 – Gráfico das razões isotópicas de O para os grãos de grafite do meteorito Murchison separados por densidade. Eixo y indica a razão  $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$  e o eixo x representa a razão  $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ . Valores solares indicados no gráfico com as linhas tracejadas.

O objetivo principal desses gráficos é apontar os grãos que ficam próximos aos valores solares de ambas razões isotópicas de O. Os grãos nessa região são possivelmente formados em estrelas AGB. A tabela 5.12 traz os resultados comparando com a quantidade de grãos de estrelas AGB encontrada anteriormente.

Tabela 5.12 – Grãos de grafite do meteorito Murchison formados possivelmente em estrelas AGB.

	LD	HD	Total de grãos de estrelas AGB	Porcentagem em relação ao total de grãos analisados por meteorito	Total de grãos analisados
Murchison	21	148	169	54,9%	308

Esses resultados apontam que mais da metade dos grãos analisados através das razões isotópicas de O são provavelmente originados em estrelas AGB.

### 5.5.3 $\delta(^{29}\text{Si}/^{28}\text{Si}) \times \delta(^{30}\text{Si}/^{28}\text{Si})$

Os  $\delta$ -valores, como são conhecidas as razões isotópicas que possuem esse  $\delta$ , são desvios do valor normal multiplicados por mil. Como exemplo, abaixo será apresentada a fórmula para calcular os  $\delta$ -valores de Si.

$$\delta(^i\text{Si}/^{28}\text{Si}) = \{ [(^i\text{Si}/^{28}\text{Si}) / (^i\text{Si}/^{28}\text{Si})_{\text{sol}}] - 1 \} \times 1000$$

Os gráficos de isótopos de Si foram feitos para ambas espécies e ambos meteoritos. Para uma melhor comparação, foram produzidos gráficos com grãos de grafite e SiC do mesmo meteorito.

A Tabela 5.13 apresenta os resultados encontrados para os grãos de grafite do meteorito Murchison distribuídos de acordo com a amostra onde foram coletados. A Tabela 5.14 traz os resultados para os grãos de SiC do Murchison distribuídos de acordo com seu grupo. As Figuras 5.7, 5.8 e 5.9 mostram os gráficos produzidos a partir desta amostra.

Em uma análise qualitativa, podemos assumir que a maioria dos grãos LD são de origem em supernovas se comparado ao gráfico de SiC. A maioria dos grãos HD se posicionam na região onde

se encontram os grãos SiC de estrelas AGB (Mainstream, Y, X e AB). Para uma melhor comparação juntamos as duas espécies em um único gráfico na Figura 5.10.

Tabela 5.13 – Distribuição dos grãos de grafite do meteorito Murchison utilizados para criar o gráfico de isótopos de Si de acordo com as amostras que foram extraídos. As 3 últimas colunas são a distribuição de acordo com a densidade e o total de grãos utilizados.

Amostra	KE1	KE3	KFA1	KFB1	KFC1	LD*	HD*	Total
Quantidade	0	155	104	46	342	259	388	647

\*Divisão de acordo com a densidade, onde LD = baixa densidade e HD = alta densidade

Tabela 5.14 – Distribuição dos grãos de SiC do meteorito Murchison utilizados para criar o gráfico de isótopos de Si divididos pelo grupo ao qual pertencem. A última coluna é o total de grãos utilizados.

Grupo	Mainstream	X	AB	C	Nova	Y	Z	Indefinidos	Total
Quantidade	11310	513	639	12	8	426	429	42	13381

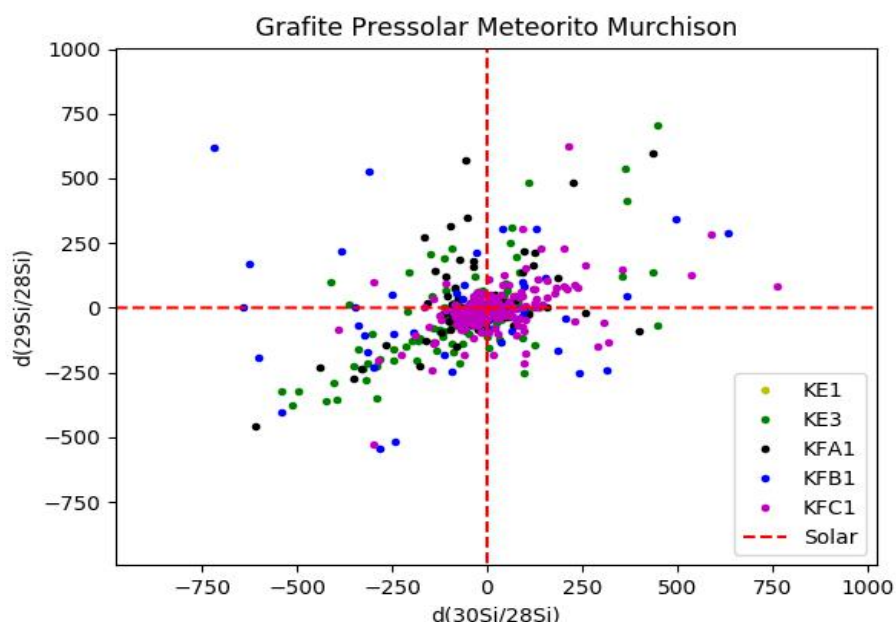


Figura 5.7 – Gráfico das razões isotópicas de Si para os grãos de grafite do meteorito Murchison separados por amostra. Eixo y indica a razão  $\delta(^{29}\text{Si}/^{28}\text{Si})$  e o eixo x representa a razão  $\delta(^{30}\text{Si}/^{28}\text{Si})$ . Valores solares indicados no gráfico com as linhas tracejadas.

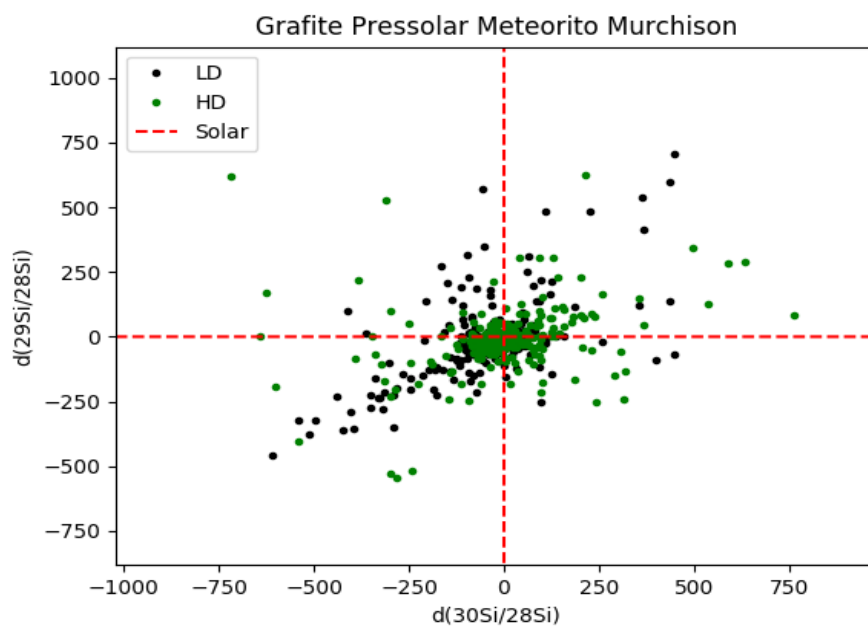


Figura 5.8 – Gráfico das razões isotópicas de Si para os grãos de grafite do meteorito Murchison separados por densidade. Eixo y indica a razão  $\delta(^{29}\text{Si}/^{28}\text{Si})$  e o eixo x representa a razão  $\delta(^{30}\text{Si}/^{28}\text{Si})$ . Valores solares indicados no gráfico com as linhas tracejadas.

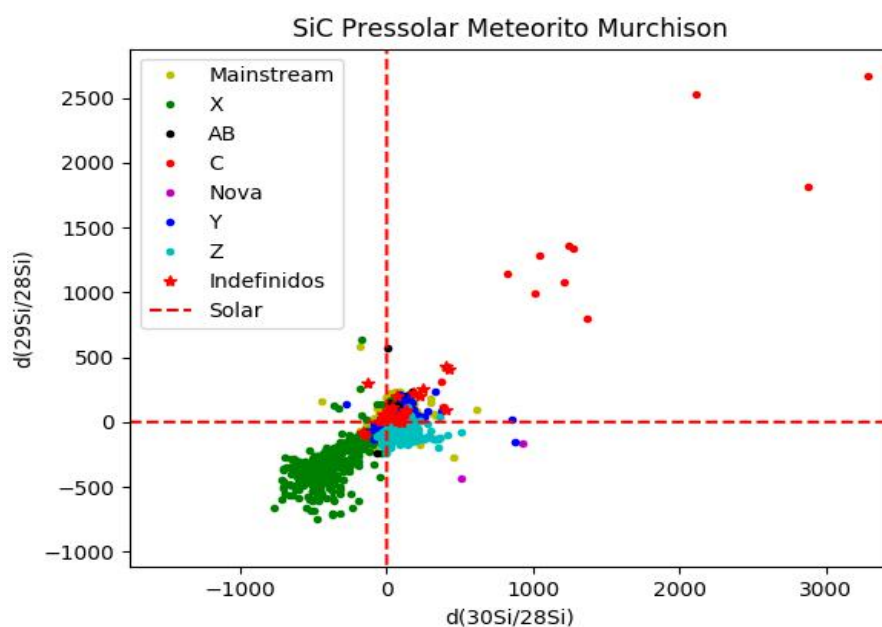


Figura 5.9 – Gráfico das razões isotópicas de Si para os grãos de SiC do meteorito Murchison separados por grupo. Eixo y indica a razão  $\delta(^{29}\text{Si}/^{28}\text{Si})$  e o eixo x representa a razão  $\delta(^{30}\text{Si}/^{28}\text{Si})$ . Valores solares indicados no gráfico com as linhas tracejadas.

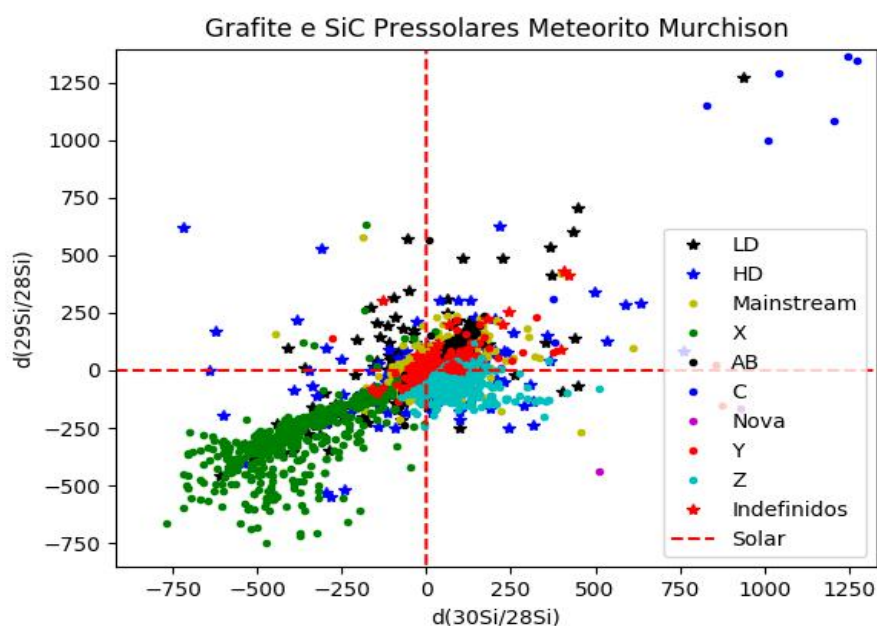


Figura 5.10 – Gráfico das razões isotópicas de Si para os grãos de grafite e SiC do meteorito Murchison. Grafites distribuídos de acordo com sua densidade e grãos SiC separados por grupo. Eixo y indica a razão  $\delta(^{29}\text{Si}/^{28}\text{Si})$  e o eixo x representa a razão  $\delta(^{30}\text{Si}/^{28}\text{Si})$ . Valores solares indicados no gráfico com as linhas tracejadas.

Com relação ao meteorito Orgueil, os resultados obtidos encontram-se nas Tabelas 5.15 e 5.16. Elas trazem as informações sobre os grãos de grafite e SiC, respectivamente. As Figuras 5.11, 5.12 e 5.13 apresentam os gráficos produzidos para esse meteorito. A comparação entre as duas espécies de grãos é mostrada na Figura 5.14.

Tabela 5.15 – Distribuição dos grãos de grafite do meteorito Orgueil utilizados para criar o gráfico de isótopos de Si de acordo com as amostras que foram extraídos. As 3 últimas colunas são a distribuição de acordo com a densidade e o total de grãos utilizados.

Amostra	OR1b	OR1c	OR1d	OR1f	OR1g	OR1h	OR1i	LD*	HD*	Total
Quantidade	0	7	140	111	50	0	9	147	170	317

\*Divisão de acordo com a densidade, onde LD = baixa densidade e HD = alta densidade

Tabela 5.16 – Distribuição dos grãos de SiC do meteorito Orgueil utilizados para criar o gráfico de isótopos de Si divididos pelo grupo ao qual pertencem. A última coluna é o total de grãos utilizados.

Grupo	Mainstream	X	AB	C	Nova	Y	Z	Indefinidos	Total
Quantidade	144	1	11	0	0	4	9	0	169

Um resultado interessante é que com esse filtro foi possível analisar todos os SiC do meteorito Orgueil e um pouco mais de 87% dos grãos de grafite. Desta forma, a confiabilidade na análise aumenta consideravelmente.

Comparando qualitativamente os grãos de grafite do Orgueil, é possível notar que 2 grãos HD da amostra OR1f encontram-se na região que podemos considerar como a região dos grãos SiC do tipo C. Esses grãos como considerado por Gyngard, Nittler & Zinner (2010) são produzidos em supernovas. A maioria dos grãos LD se posicionam na região dos grãos SiC X, indicando uma formação também em supernovas. Já os grãos HD, a maior parte está presente na região onde se encontram os grãos SiC de estrelas AGB.

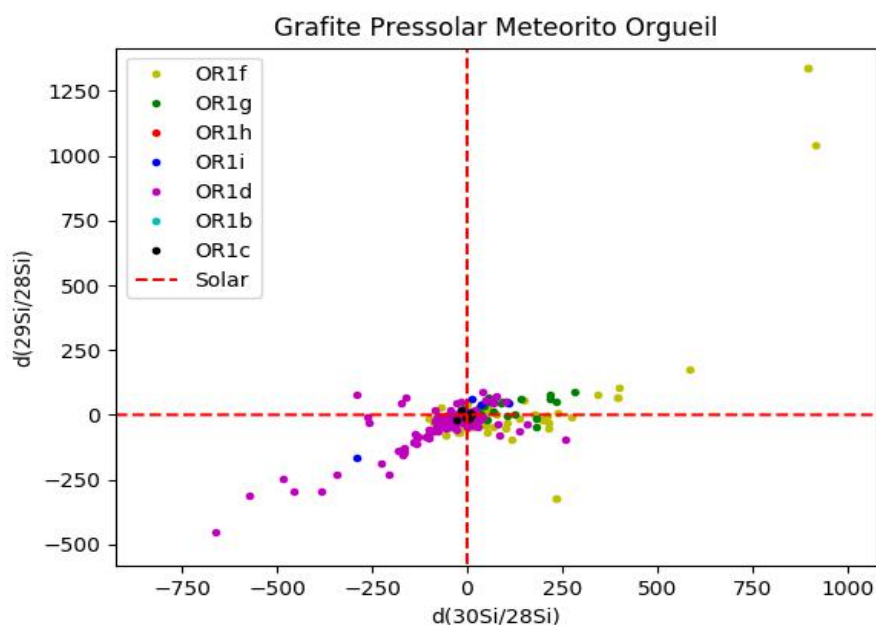


Figura 5.11 – Gráfico das razões isotópicas de Si para os grãos de grafite do meteorito Orgueil separados por amostra. Eixo y indica a razão  $\delta(^{29}\text{Si}/^{28}\text{Si})$  e o eixo x representa a razão  $\delta(^{30}\text{Si}/^{28}\text{Si})$ . Valores solares indicados no gráfico com as linhas tracejadas.

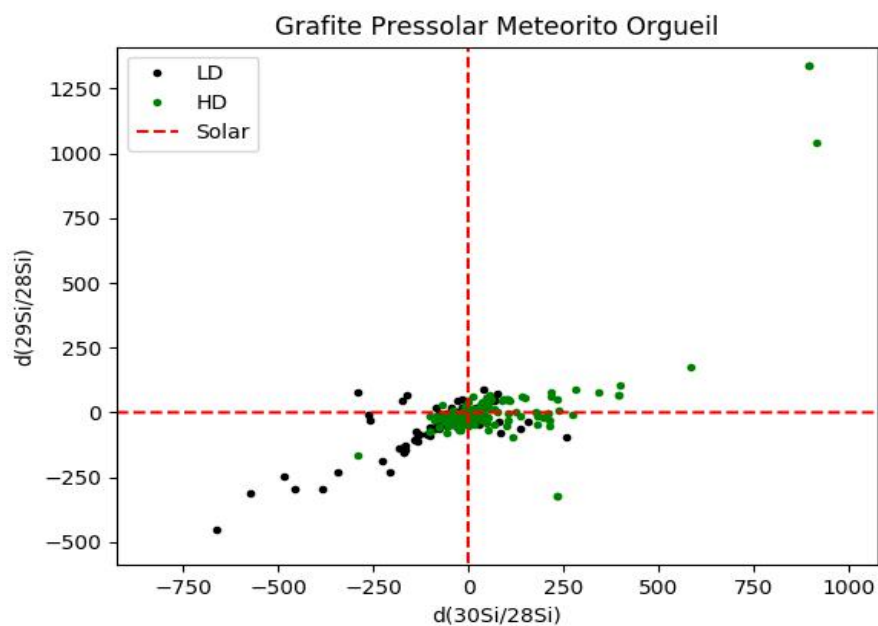


Figura 5.12 – Gráfico das razões isotópicas de Si para os grãos de grafite do meteorito Orgueil separados por densidade. Eixo y indica a razão  $\delta(^{29}\text{Si}/^{28}\text{Si})$  e o eixo x representa a razão  $\delta(^{30}\text{Si}/^{28}\text{Si})$ . Valores solares indicados no gráfico com as linhas tracejadas.

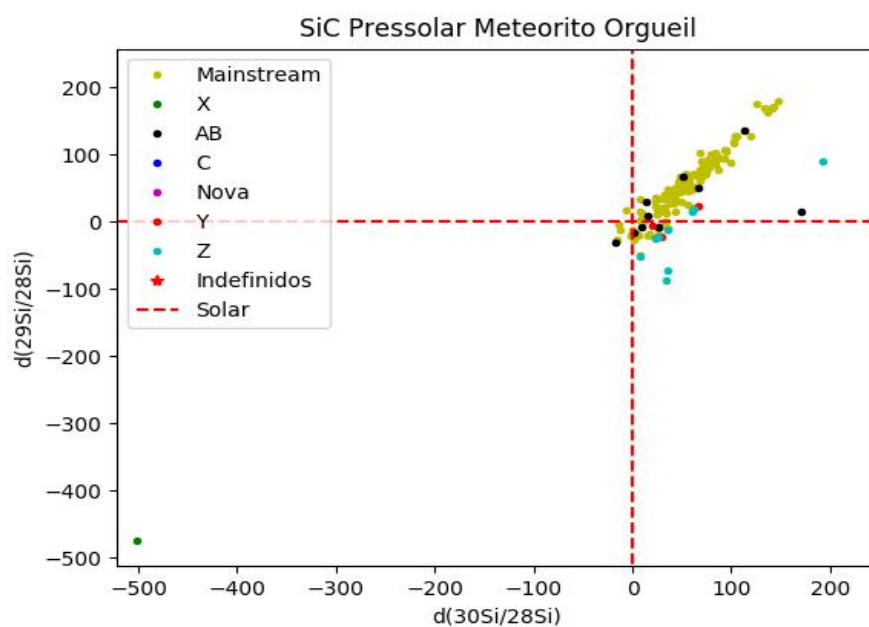


Figura 5.13 – Gráfico das razões isotópicas de Si para os grãos de SiC do meteorito Orgueil separados por grupo. Eixo y indica a razão  $\delta(^{29}\text{Si}/^{28}\text{Si})$  e o eixo x representa a razão  $\delta(^{30}\text{Si}/^{28}\text{Si})$ . Valores solares indicados no gráfico com as linhas tracejadas.



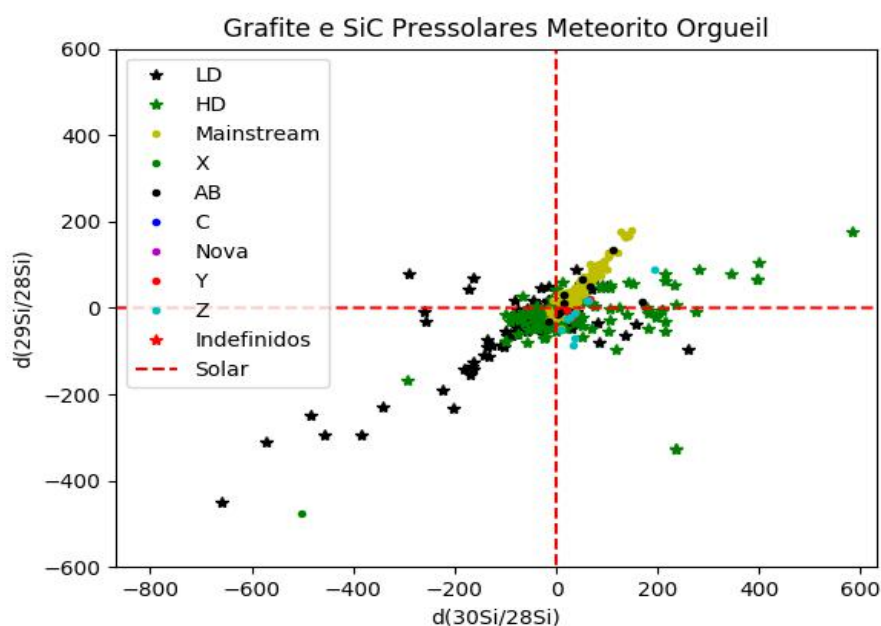


Figura 5.14 – Gráfico das razões isotópicas de Si para os grãos de grafite e SiC do meteorito Orgueil. Grafites distribuídos de acordo com sua densidade e grãos SiC separados por grupo. Eixo y indica a razão  $\delta(^{29}\text{Si}/^{28}\text{Si})$  e o eixo x representa a razão  $\delta(^{30}\text{Si}/^{28}\text{Si})$ . Valores solares indicados no gráfico com as linhas tracejadas.

#### 5.5.4 $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$ x $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$

A razão isotópica  $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$  é uma razão inferida, isto é, medida estimada para tal elemento no momento da formação do grão. Como  $^{26}\text{Al}$  é instável, ele decai para  $^{26}\text{Mg}$  e, excessos desse isótopo indica que houve a presença de  $^{26}\text{Al}$  em algum momento da vida do grão.

Os gráficos foram obtidos tanto para o grafite quanto para o SiC nos dois meteoritos. Os resultados de cada meteorito serão analisados separadamente.

Da mesma forma que apresentamos os gráficos das razões isotópicas anteriores, a tabela 5.17 e 5.18, mostrando os resultados para os grãos de grafite e SiC do Murchison, respectivamente. As figuras 5.15, 5.16 e 5.17 trazem os gráficos para cada espécie de grão e, a figura 5.18 apresenta o gráfico das duas espécies juntas.

Tabela 5.17 – Distribuição dos grãos de grafite do meteorito Murchison utilizados para criar o gráfico  $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al} \times ^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  de acordo com as amostras que foram extraídos. As 3 últimas colunas são a distribuição de acordo com a densidade e o total de grãos utilizados.

Amostra	KE1	KE3	KFA1	KFB1	KFC1	LD*	HD*	Total
Quantidade	0	57	65	6	0	122	6	128

\*Divisão de acordo com a densidade, onde LD = baixa densidade e HD = alta densidade

Tabela 5.18 – Distribuição dos grãos de SiC do meteorito Murchison utilizados para criar o gráfico  $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al} \times ^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  divididos pelo grupo ao qual pertencem. A última coluna é o total de grãos utilizados.

Grupo	Mainstream	X	AB	C	Nova	Y	Z	Indefinidos	Total
Quantidade	151	71	78	3	2	17	4	0	327

Uma análise qualitativa dos gráficos indica que cerca de 50% dos grãos LD estão na região dos grãos SiC X. A outra parte está distribuída nas regiões de estrelas AGB. Dos grãos HD, apenas 2 estão na região dos grãos de supernova, esses grãos pertencem a amostra KFB1.

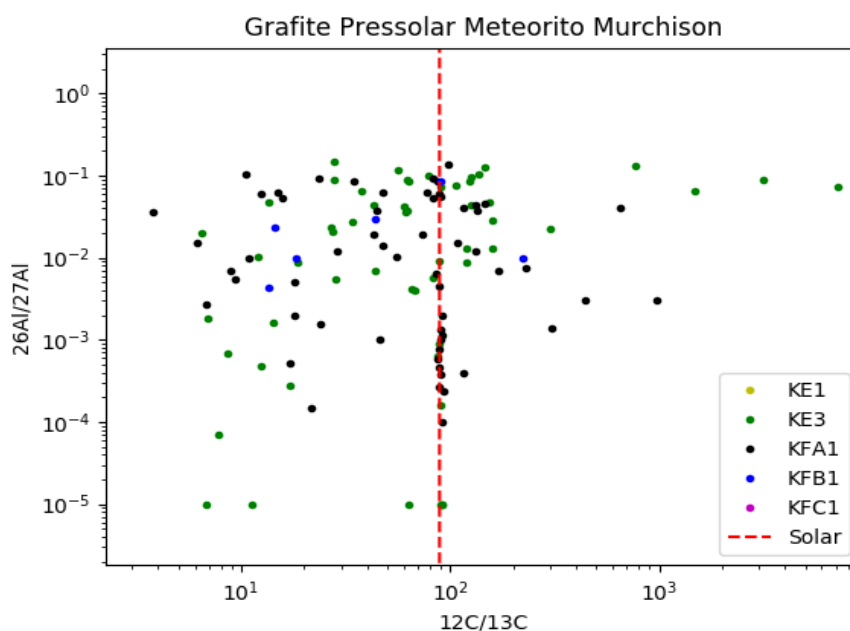


Figura 5.15 – Gráfico das razões isotópicas de Al e C para os grãos de grafite do meteorito Murchison separados por amostra. Eixo y indica a razão  $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$  e o eixo x representa a razão  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ . Valor solar indicado no gráfico com a linha tracejada.

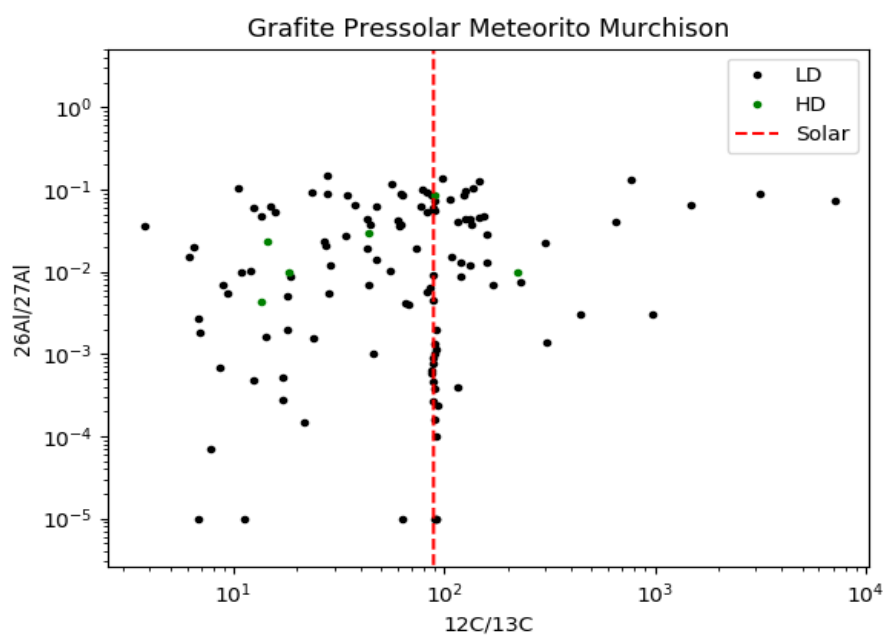


Figura 5.16 – Gráfico das razões isotópicas de A e C para os grãos de grafite do meteorito Murchison separados por densidade. Eixo y indica a razão  $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$  e o eixo x representa a razão  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ . Valor solar indicado no gráfico com a linha tracejada.

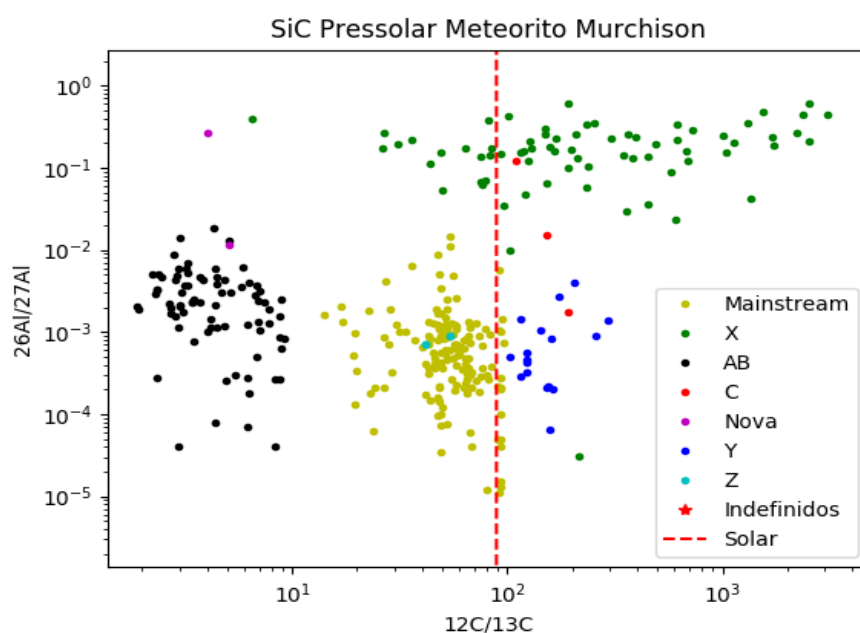


Figura 5.17 – Gráfico das razões isotópicas de Al e C para os grãos de SiC do meteorito Murchison separados por grupo. Eixo y indica a razão  $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$  e o eixo x representa a razão  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ . Valor solar indicado no gráfico com a linha tracejada.

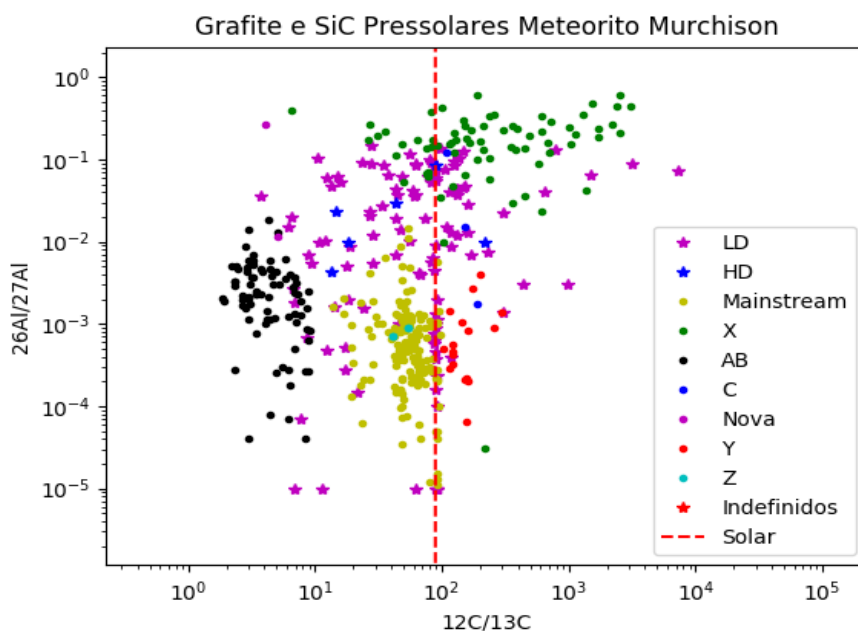


Figura 5.18 – Gráfico das razões isotópicas de Al e C para os grãos de grafite e SiC do meteorito Murchison. Grafites distribuídos de acordo com sua densidade e grãos SiC separados por grupo. Eixo y indica a razão  $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$  e o eixo x representa a razão  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ . Valor solar indicado no gráfico com a linha tracejada.

Os dados do meteorito Orgueil estão apresentados nas Tabelas 5.19 e 5.20. Os valores para os grãos de grafite estão na Tabela 5.19 e para os grãos SiC na tabela 5.20. As Figuras 5.19, 5.20 e 5.21 apresentam os gráficos obtidos para cada espécie de grão do Orgueil. A Figura 5.22 traz as duas espécies juntas em um mesmo gráfico.

Tabela 5.19 – Distribuição dos grãos de grafite do meteorito Orgueil utilizados para criar o gráfico  $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$  x  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  de acordo com as amostras que foram extraídos. As 3 últimas colunas são a distribuição de acordo com a densidade e o total de grãos utilizados.

Amostra	OR1b	OR1c	OR1d	OR1f	OR1g	OR1h	OR1i	LD*	HD*	Total
Quantidade	0	0	51	4	0	0	0	51	4	55

\*Divisão de acordo com a densidade, onde LD = baixa densidade e HD = alta densidade

Tabela 5.20 – Distribuição dos grãos de SiC do meteorito Orgueil utilizados para criar o gráfico  $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$  x  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  divididos pelo grupo ao qual pertencem. A última coluna é o total de grãos utilizados.

Grupo	Mainstream	X	AB	C	Nova	Y	Z	Indefinidos	Total
Quantidade	49	1	7	0	0	1	4	0	62

Em uma análise qualitativa dos gráficos, é possível notar que a maior parte dos grãos LD estão na região dos grãos de supernova. Quatro grãos LD e 2 grãos HD estão na região dos grãos AB, o que pode indicar uma formação em estrelas AGB carbonadas do tipo J. Esses grãos LD são da amostra OR1d e os grãos HD pertencem a amostra OR1f. Alguns grãos LD e 2 grãos HD estão na região onde se encontram os grãos de estrelas AGB.

Neste capítulo apresentamos os resultados obtidos a partir da análise dos grãos da amostra escolhida. Apresentamos gráficos e tabelas com valores quantitativos a respeito dos grãos utilizados baseados nas razões isotópicas escolhidas. No próximo capítulo falaremos sobre as conclusões e apresentaremos uma perspectiva a respeito destes resultados.

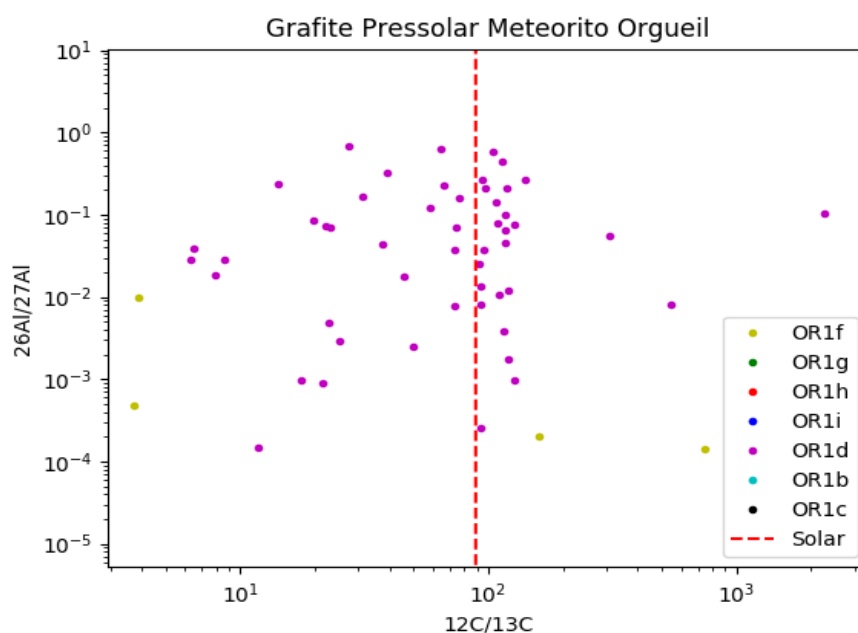


Figura 5.19 – Gráfico das razões isotópicas de Al e C para os grãos de grafite do meteorito Orgueil separados por amostra. Eixo y indica a razão  $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$  e o eixo x representa a razão  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ . Valor solar indicado no gráfico com a linha tracejada.

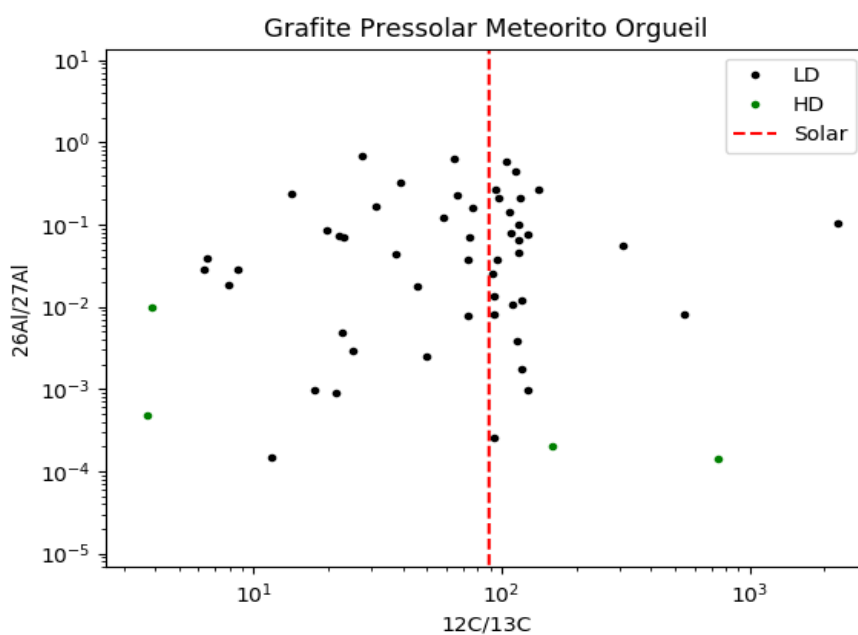


Figura 5.20 – Gráfico das razões isotópicas de A e C para os grãos de grafite do meteorito Orgueil separados por densidade. Eixo y indica a razão  $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$  e o eixo x representa a razão  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ . Valor solar indicado no gráfico com a linha tracejada.

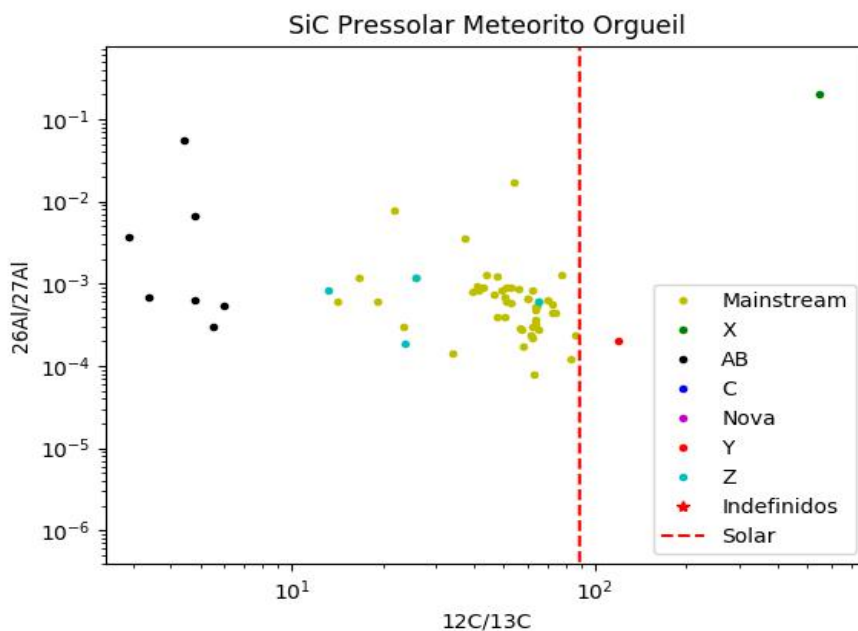


Figura 5.21 – Gráfico das razões isotópicas de A e C para os grãos de SiC do meteorito Orgueil separados por grupo. Eixo y indica a razão  $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$  e o eixo x representa a razão  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ . Valor solar indicado no gráfico com a linha tracejada.

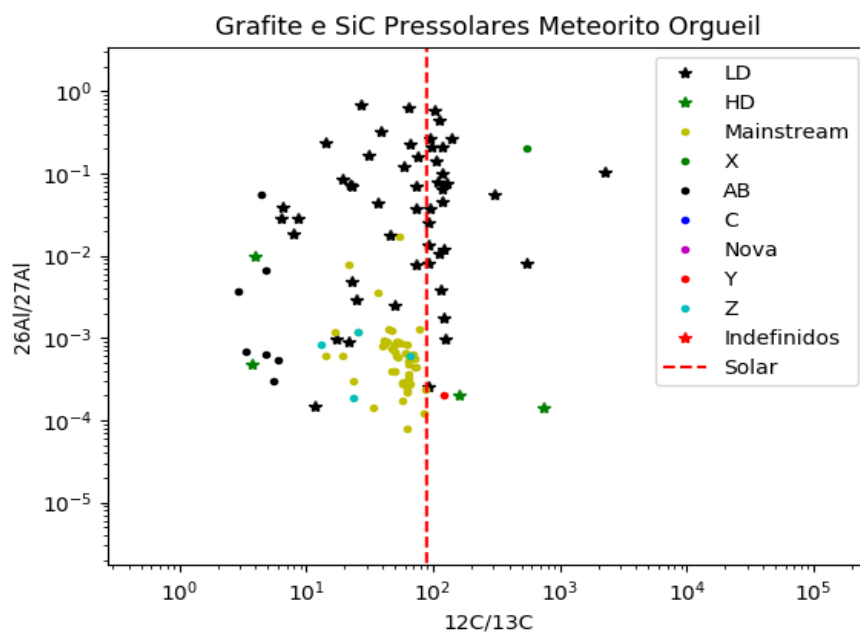


Figura 5.22 – Gráfico das razões isotópicas de Al e C para os grãos de grafite e SiC do meteorito Orgueil. Grafites distribuídos de acordo com sua densidade e grãos SiC separados por grupo. Eixo y indica a razão  $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$  e o eixo x representa a razão  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ . Valor solar indicado no gráfico com a linha tracejada.

## 6 Conclusões e Perspectivas

O objetivo deste trabalho foi procurar indícios de uma possível heterogeneidade da nebulosa solar. Além deste objetivo principal buscamos classificar os grãos de grafite baseando-se em suas fontes estelares e a classificação dos grãos SiC indefinidos para a nossa amostra de meteoritos.

A respeito da heterogeneidade, essa questão surgiu devido ao fato da existência de grãos pressolares em meteoritos. Acreditava-se que a nebulosa solar teria sido processada e totalmente homogeneizada, porém a presença de grãos pressolares sobreviventes em meteoritos e de outros corpos primitivos do Sistema Solar mostram que esse processamento do material da nebulosa não foi total. Isso deixou uma margem para dúvidas sobre a homogeneização da nebulosa. Da mesma forma que os grãos pressolares sobreviveram aos processos destrutivos da formação do Sistema Solar, algumas pequenas regiões da nuvem molecular pressolar poderiam ter se mantido intactas e, corpos gerados nessas regiões poderiam ter mais grãos de uma determinada fonte estelar qualquer.

Para encontrar alguma possibilidade de ter ocorrido essa heterogeneidade, buscamos duas espécies de grãos em dois meteoritos de classes diferentes e separamos de acordo com suas fontes estelares. Os resultados obtidos nos diferentes meteoritos mostraram um enriquecimento em grãos de estrelas AGB. Isso reforça a ideia de que as estrelas evoluídas frias são as maiores contribuintes de grãos de poeira do meio interestelar.

No meteorito Murchison a espécie com mais grãos de supernova é o grafite, cerca de 7,57% dos grãos são de supernova. Isso é quase o dobro da porcentagem de grãos SiC X (3,77%) e grãos C (0,08%) no mesmo meteorito.

Já os grãos de supernova do Orgueil trouxeram um resultado surpreendente, apenas 1 grão SiC X foi encontrado nesse meteorito! Os grãos de grafite de supernova são cerca de 34,15% dos grãos de grafite da amostra do Orgueil.

As comparações mostram que o Orgueil é mais rico em grãos de supernova que o Murchison. Porém deve-se deixar bem claro, que o tamanho da amostra do Murchison é muito maior que a amostra do Orgueil (87 vezes para o SiC e 5 vezes para o grafite).

Os grãos de estrelas AGB mostraram resultados muito parecidos para ambos meteoritos. Mais de 85% dos grãos SiC de ambas amostras pertencem a essa categoria.

As análises levam a uma conclusão de que o meteorito Orgueil (CI1) poderia ter se formado em uma região mais rica em grãos de supernova que o meteorito Murchison (CM2). Porém, os resultados ainda não podem dar uma certeza a respeito disso porque outros tipos de grãos pressolares também estão presentes nestes meteoritos e, uma análise de todos os tipos de grãos



pressolares presentes em cada um poderia mostrar se existe mesmo um favorecimento em relação aos grãos de supernova no meteorito Orgueil.

Para trabalhos futuros, vale a pena repetir esta análise para outras classes de meteoritos que possuam grãos pressolares. Seria interessante aumentar o número de meteoritos de cada classe para fazer uma comparação entre eles e procurar por similaridades em relação a tipos de grãos encontrados neles.

Com relação a classificação dos grãos de grafite, apresentamos um novo critério para identificar as fontes estelares a partir de uma ou duas razões isotópicas características.

Para os grãos de supernova, escolhemos como critérios as razões  $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$  e  $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ . O enriquecimento de  $^{18}\text{O}$  e  $^{15}\text{N}$  com relação aos valores solares indica a formação em supernovas. Com esse critério conseguimos identificar 140 grafites de supernova no Murchison e 125 grãos de grafite de supernova no Orgueil.

Para identificar os grãos formados em estrelas carbonadas do tipo J, usamos a principal assinatura de grãos desse tipo de fonte, a razão  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  entre 2 e 10. Desta forma, identificamos 20 grãos de grafite formados possivelmente estrelas carbonadas do tipo J no Orgueil e 119 grãos no meteorito Murchison.

Os grãos de grafite possivelmente originados em estrelas pós-AGB são ricos em elementos do processo-s e possuem razão  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  entre 10 e 20. Como a maioria dos grãos não possuem dados para as razões isotópicas características para o processo-s, optamos por usar a razão isotópica do carbono que é muito característica neste caso. Obtivemos 131 grãos de pós-AGB nos grafites do Murchison e 27 nos grafites do Orgueil.

Grãos de estrela AGB têm como principal característica a razão  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  maior que a solar, porém só essa razão não define os grãos originados em estrelas AGB. Sabendo que o valor da razão  $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$  é próximo ao valor solar, utilizamos também essa razão para eliminar os possíveis grãos de supernova. Usamos o intervalo de 488 a 530 para definir os grãos de grafite formados em estrelas AGB. Como o critério da razão do carbono já exclui os grãos de pós-AGB e de carbonadas do tipo J, encontramos 169 grãos de estrelas AGB no Murchison e 155 grãos de estrelas AGB no Orgueil.

Com isso, obtivemos um resultado satisfatório, porém muita coisa ainda pode ser feita em relação a critérios de classificação. Outras fontes podem formar grãos de grafite (estrelas Wolf-Rayet, por exemplo), então é necessário traçar as assinaturas características dessas fontes e buscar identificar os grãos com essas assinaturas. Por falta de dados sobre elementos pesados, uma análise mais criteriosa das fontes estelares não pôde ser realizada. Posteriormente com dados coletados pelos aparelhos RIMS CHILI e CHARISMA, será possível especificar melhor as fontes que originaram cada tipo de grão.

Para cada razão isotópica analisada através dos gráficos obtivemos quantidades de grãos distintas e, com exceção das razões isotópicas do Si para os grãos do Orgueil, a maioria possui uma quantidade muito inferior em relação a quantidade total de grãos da amostra. Isso ocorre porque nem todos os grãos possuem dados para tais razões isotópicas.

Em relação a identificação dos grãos SiC indefinidos, as razões isotópicas que melhor define os grãos SiC estão ausentes nos grãos indefinidos. Essa falta de informação das razões isotópicas principais tornou inviável a identificação desses grãos. Para trabalhos futuros, tentaremos correlacionar os dados existentes desses grãos com características de algumas fontes estelares para identificar quem os originou.

Para melhores resultados nas análises dos grãos pressolares é necessário uma quantidade de dados a respeito das suas razões isotópicas mais completa. Isso será possível com o aperfeiçoamento e desenvolvimento de novos aparelhos de análise. Com mais dados coletados para os grãos, mais detalhe sobre a fonte que o originou poderá ser descoberto.

## Referências Bibliográficas

- Almeida, H. S. 2014, Trabalho de Conclusão de Curso
- Amari, S., Anders, E., Virag, A., Zinner, E. 1990, Nat. 345, 238-240
- Amari, S., Lewis, R.S., Anders, E. 1994. Geochim. Cosmochim. Acta 58, 459-470
- Amari, S. 2009. PASA, Vol. 26, 266-270
- Amari, S. 2017, NIC XIV, id.010303
- Andersen, A. C. 2011, ASPC, p.215
- Arlandini, C., Käppeler, F., Wisshak, K., Gallino, R., Lugaro, M., Busso, M., Straniero, O. 1999, ApJ, 525, 886-900
- Banco de dados das constantes ópticas Heidelberg – Jena – St.Petersburg – Database of Optical Constants (HJPDOC): [www.mpia.de/HJPDOC](http://www.mpia.de/HJPDOC)
- Banco de dados de grãos pressolares da Universidade de Washington:  
<https://presolar.physics.wustl.edu/presolar-grain-database/>
- Bernatowicz, T., Fraundorf, G., Ming, T., Anders, E., Wopenka, B., Zinner, E., Fraundorf, P. 1987, Nat. 330, 728-730
- Besmehn, A. & Hoppe, P. 2001 in 32nd Annual Lunar and Planetary Science Conference, abstract 1188
- Black, D. C. & Pepin, R.O. 1969, E&PSL, Vol. 6, 395-405
- Boss, A. P. 2004, ApJ, 616, 1265-1277
- Briceno, E. R. 2014, Monografia de qualificação, Observatório Nacional
- Busso, M., Gallino, R., Wasserburg, G. J. 1999, ARA&A, 35, 239-309
- Clayton, D. D., Nittler, L. R. 2004, ARA&A, 42, 39–78
- Croat, T. K., Stadermann, F. J., Bernatowicz, T. J. 2005 in 36th Annual Lunar and Planetary Science Conference, abstract 1507
- Decin, L. 2012, AdSpR, Vol. 50, 843-863
- Fernández, J. A. 2005, Comets: Nature, Dynamics, Origin and their Cosmogonical Relevance
- Fries, M., Nittler, L. R., Steele, S., Toporski, J. 2004 in 35nd Annual Lunar and Planetary Science Conference, abstract 2139

- Gallino, R., Arlandini, C., Busso, M., Lugaro, M., Travaglio, C., Straniero, O., Chieffi, A., Limongi, M. 1998, *ApJ*, 497, 388-403
- Gounelle, M., Zolensky, M. E. 2014 in *Meteoritics & Planetary Science* 49, Nr 10, 1769–1794
- Gyngard, F., Nittler, L. R., Zinner, E. 2010 in *Meteoritics and Planetary Science Supplement*, id.5242
- Gyngard, F., Zinner, E., Nittler, L. R., Morgand, A., Stadermann, F. J., Mairin Hynes, K. 2010, *ApJ*, 717, 107-120
- Habing, H. & Olofsson, H. 2004, *Asymptotic Giant Branch Stars*, 1st edition
- Henning, T. 2010, *Astromineralogy*, 2nd edn
- Herwig, F. 2005, *ARA&A*, 43, 435-479
- Jadhav, M., Zinner, E., Amari, S., Pignatari, M., Herwig, F., Gallino, R. 2014, *NIC XIII*, id.4
- Karakas, A. I., Lattanzio, J. C. 2014, *PASA*, 31, 62
- Kööp, L., Davis, A. M., Nakashima, D., Park, C., Krot, A. N., Nagashima, K., Tenner, T. J., Heck, P. R., Kita, N. T. 2016, *Geochim. Cosmochim., Acta* 189, 70-95
- Lewis, R.S., Tang, M., Wacker, J.F., Anders, E., Steel, E. 1987, *Nat.* 326, 160
- Lodders, K. & Amari, S. 2005, *Chemie der Erde – Geoch.*, 65, 93-166
- Lorenz-Martins, S. 1995, *Tese de Doutorado, Observatório Nacional*
- Maciel, W. J. 1999, *Introdução à Estrutura e Evolução Estelar*
- Nagashima, K., Krot, A. N., Yurimoto, H. 2004 in *35th Lunar and Planetary Science Conference*, abstract 1661
- Nguyen, A. N., Zinner, E. 2004 in *Meteoritics and Planetary Science Supplement*, 39, abstract 5158
- Nguyen, A. N., Stadermann, F. J., Zinner, E., Stroud, R. M., Alexander, C. M. O'D., Nittler, L. R. 2007, *ApJ*, 656, 1223-1240
- Nittler, L. R., Alexander, C. M. O'D., Gao, X., Walker, R. M., Zinner, E. 1997, *ApJ*, 483, 475
- Nittler, L. R., Alexander, C. M. O'D., Gallino, R., Hoppe, P., Nguyen, A. N., Stadermann, F. J., Zinner, E. K. 1998, *ApJ*, 682, 1450
- Nittler, L. 2017, *Proceedings of the 14th International Symposium on Nuclei in the Cosmos; JPS Conf. Proc.* 14, 010301
- Ostlie, D. & Carroll, B. W. 2007, *An Introduction to Modern Astrophysics*, 2nd edn

Pérez-Sánchez, A. F. 2010, Dissertação de Mestrado, Universidade Federal do Rio de Janeiro

Pilling, S. 2002, Dissertação de Mestrado, Universidade Federal do Rio de Janeiro

Pirali, O., Vervloet, M., Dahl, J. E., Carlson, R. M. K., Tielens, A. G. G. M., Oomens, J. 2007, ApJ, 661, 919-925

Rubin, A. 1997 in Meteoritics & Planetary Science, 32

Sedlmayr, E. 1994, Proc. IAU Colloq. 146, 163

Speck, A. K. 1998, Tese de Doutorado, University College London

Suess, H. E. 1965, ARA&A, 3, 217

Tang, M., Anders, E. 1988, ApJ, 335, L31

Van Schmus, W& Wood, J. 1967, Gechim. Cosmochim., 31

Yurimoto, H., Kuramoto, K., Krot, A. N., Scott, E. R. D., Cuzzi, J. N., Thiemens, M. H., Lyons, J. R. 2007 in Protostars and Planets V, 951, 849-862

## Anexo A – Banco de dados

### A.1 Constantes Ópticas e Eficiências

Antes de começar a analisar os grãos pressolares, foram feitos estudos a respeito das eficiências de absorção, extinção e espalhamento das espécies de grãos encontrados em envoltórios de estrelas frias para comparação com espectros estelares. Esse exercício foi para ajudar a entender sobre as assinaturas características de cada espécie e entender em que fontes estelares são mais prováveis de encontrar um determinado tipo de grão. A partir desse estudo, geramos diversos gráficos que foram armazenados em uma base de dados para consultas posteriores.

Para gerar os gráficos utilizamos o programa MieCalc que funciona em um navegador web. O programa solicita as constantes ópticas com seus respectivos comprimentos de onda ( $\mu\text{m}$ ) e tamanho médio do grão ( $\mu\text{m}$ ). A partir desses dados ele pode gerar as eficiências de absorção, extinção e espalhamento da espécie de grão. Os gráficos presentes na base de dados apresentam no eixo x os valores dos comprimentos de onda medidos em  $\mu\text{m}$ . No eixo y podem apresentar as constantes ópticas nos gráficos “n-k” ou as eficiências.

Dentro do banco de dados encontram-se as tabelas em .txt com os valores das constantes ópticas extraídas da base Heidelberg – Jena – St.Petersburg – Database of Optical Constants (HJPDOC) ([www.mpia.de/HJPDOC](http://www.mpia.de/HJPDOC)). As espécies utilizadas por nosso trabalho foram: C, nanodiamantes meteoríticos, SiC, corundum, spinel,  $\text{MgSiO}_3$  e piroxênio. Arquivos .docs, .odt e .pdf estão disponíveis com as referências de onde as constantes ópticas foram obtidas dentro da base HJPDOC.

Alguns exemplos de gráficos encontrados nessa base são apresentados no Capítulo 2. São 63 gráficos de constantes ópticas e eficiências, sendo 49 de eficiências e 14 de constantes ópticas. Nosso banco de dados se encontra acessível para qualquer pessoa que o procure na internet. Ele está hospedado na plataforma Google Drive e o link para acessá-lo segue abaixo:

<https://drive.google.com/drive/u/3/folders/1gyNWNolxy-rYiurAEbvCCX0j3bS9nPN->

## A.2 Grãos pressolares SiC e grafite dos meteoritos Murchison e Orgueil

Os grãos pressolares são conhecidos por suas razões isotópicas anômalas e, para estudar suas características e as fontes estelares que os formaram são necessárias análises e comparações das diversas razões isotópicas encontradas neles. Além dessas razões outros dados também podem ser obtidos, densidade e tamanho por exemplo. Esses dados para algumas espécies de grãos estão dispostos na base de dados de grãos pressolares da Universidade de Washington (<https://presolar.physics.wustl.edu/presolar-grain-database/>). Desta base recolhemos os dados para os grãos de grafite e SiC. Depois, selecionamos apenas os grãos pertencentes aos meteoritos do estudo e separamos em outras tabelas os grãos do Murchison e os grãos do Orgueil.

Os formatos das tabelas estão em .csv e .ods. As colunas das tabelas variam de acordo com cada espécie de grão.

Os valores representados de cada coluna estão apresentados na Tabela A.1.

As tabelas com os dados de cada grão separados por espécie e por meteorito encontram-se disponíveis na base de dados abaixo:

[https://drive.google.com/drive/u/3/folders/1BXwSERVrNmVFYuL8vBRgahSc7tV8f\\_iw](https://drive.google.com/drive/u/3/folders/1BXwSERVrNmVFYuL8vBRgahSc7tV8f_iw)

Para produzir os gráficos utilizamos códigos na linguagem de programação Python através da biblioteca Matplotlib. Os códigos produzidos durante o trabalho encontram-se também na base de dados e são os arquivos .py. Alguns dos gráficos obtidos a partir desses códigos podem ser vistos no Capítulo 5.

Tabela A.1 – Valores representados por cada coluna das tabelas de SiC e grafite dos meteoritos Murchison e Orgueil.

Coluna	SiC	Grafite	Coluna	SiC	Grafite
A	Tipo	Densidade	AH	$\delta^{46}\text{Ti}$	$\delta^{44}\text{Ca}$
B	Amostra	Amostra	AI	Erro ( $\delta^{46}\text{Ti}$ )	Erro ( $\delta^{44}\text{Ca}$ )
C	Referência	Referência	AJ	$\delta^{47}\text{Ti}$	$^{44}\text{Ti}/^{48}\text{Ti}$
D	Meteorito	Meteorito	AK	Erro ( $\delta^{47}\text{Ti}$ )	Erro ( $^{44}\text{Ti}/^{48}\text{Ti}$ )
E	Técnica	Técnica	AL	$\delta^{49}\text{Ti}$	$\delta^{46}\text{Ti}$
F	Tamanho ( $\mu\text{m}$ )	Tamanho ( $\mu\text{m}$ )	AM	Erro ( $\delta^{49}\text{Ti}$ )	Erro ( $\delta^{46}\text{Ti}$ )
G	Notas	Notas	AN	$\delta^{50}\text{Ti}$	$\delta^{47}\text{Ti}$
H	$^7\text{Li}/^6\text{Li}$	$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$	AO	Erro ( $\delta^{50}\text{Ti}$ )	Erro ( $\delta^{47}\text{Ti}$ )
I	Erro ( $^7\text{Li}/^6\text{Li}$ )	Erro ( $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ )	AP	$^{51}\text{V}/^{48}\text{Ti}$	$\delta^{49}\text{Ti}$
J	$^{11}\text{B}/^{10}\text{B}$	$^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$	AQ	Erro ( $^{51}\text{V}/^{48}\text{Ti}$ )	Erro ( $\delta^{49}\text{Ti}$ )
K	Erro ( $^{11}\text{B}/^{10}\text{B}$ )	Erro ( $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ )	AR	$\delta^{54}\text{Fe}$	$\delta^{50}\text{Ti}$
L	$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$	$^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$	AS	Erro ( $\delta^{54}\text{Fe}$ )	Erro ( $\delta^{50}\text{Ti}$ )
M	Erro ( $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ )	Erro ( $^{16}\text{O}/^{17}\text{O}$ )	AT	$\delta^{57}\text{Fe}$	$\delta^{57}\text{Fe}$
N	$^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$	$^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$	AU	Erro ( $\delta^{57}\text{Fe}$ )	Erro ( $\delta^{57}\text{Fe}$ )
O	Erro ( $^{14}\text{N}/^{15}\text{N}$ )	Erro ( $^{16}\text{O}/^{18}\text{O}$ )	AV	$\delta^{58}\text{Fe}$	$\delta^{60}\text{Ni}$
P	$\delta^{29}\text{Si}$	$\delta^{29}\text{Si}$	AW	Erro ( $\delta^{58}\text{Fe}$ )	Erro ( $\delta^{60}\text{Ni}$ )
Q	Erro ( $\delta^{29}\text{Si}$ )	Erro ( $\delta^{29}\text{Si}$ )	AX	$\delta^{60}\text{Ni}$	$\delta^{61}\text{Ni}$
R	$\delta^{30}\text{Si}$	$\delta^{30}\text{Si}$	AY	Erro ( $\delta^{60}\text{Ni}$ )	Erro ( $\delta^{61}\text{Ni}$ )
S	Erro ( $\delta^{29}\text{Si}$ )	Erro ( $\delta^{29}\text{Si}$ )	AZ	$\delta^{61}\text{Ni}$	$\delta^{90}\text{Zr}$
T	$^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$	$\delta^{25}\text{Mg}$	BA	Erro ( $\delta^{61}\text{Ni}$ )	Erro ( $\delta^{90}\text{Zr}$ )
U	Erro ( $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$ )	Erro ( $\delta^{25}\text{Mg}$ )	BB	$\delta^{62}\text{Ni}$	$\delta^{91}\text{Zr}$
V	$\delta^{33}\text{S}$	$\delta^{26}\text{Mg}$	BC	Erro ( $\delta^{62}\text{Ni}$ )	Erro ( $\delta^{91}\text{Zr}$ )
W	Erro ( $\delta^{33}\text{S}$ )	Erro ( $\delta^{26}\text{Mg}$ )	BD	$\delta^{84}\text{Sr}$	$\delta^{92}\text{Zr}$
X	$\delta^{34}\text{S}$	$^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$	BE	Erro ( $\delta^{84}\text{Sr}$ )	Erro ( $\delta^{92}\text{Zr}$ )
Y	Erro ( $\delta^{34}\text{S}$ )	Erro ( $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$ )	BF	$\delta^{87}\text{Sr}$	$\delta^{96}\text{Zr}$
Z	$\delta^{42}\text{Ca}$	$\delta^{41}\text{K}$	BG	Erro ( $\delta^{87}\text{Sr}$ )	Erro ( $\delta^{96}\text{Zr}$ )
AA	Erro ( $\delta^{42}\text{Ca}$ )	Erro ( $\delta^{41}\text{K}$ )	BH	$\delta^{88}\text{Sr}$	$\delta^{92}\text{Mo}$
AB	$\delta^{43}\text{Ca}$	$^{41}\text{Ca}/^{40}\text{Ca}$	BI	Erro ( $\delta^{88}\text{Sr}$ )	Erro ( $\delta^{92}\text{Mo}$ )
AC	Erro ( $\delta^{43}\text{Ca}$ )	Erro ( $^{41}\text{Ca}/^{40}\text{Ca}$ )	BJ	$\delta^{90}\text{Zr}$	$\delta^{94}\text{Mo}$
AD	$\delta^{44}\text{Ca}$	$\delta^{42}\text{Ca}$	BK	Erro ( $\delta^{90}\text{Zr}$ )	Erro ( $\delta^{94}\text{Mo}$ )
AE	Erro ( $\delta^{44}\text{Ca}$ )	Erro ( $\delta^{42}\text{Ca}$ )	BL	$\delta^{91}\text{Zr}$	$\delta^{95}\text{Mo}$
AF	$^{44}\text{Ti}/^{48}\text{Ti}$	$\delta^{43}\text{Ca}$	BM	Erro ( $\delta^{91}\text{Zr}$ )	Erro ( $\delta^{95}\text{Mo}$ )
AG	Erro ( $^{44}\text{Ti}/^{48}\text{Ti}$ )	Erro ( $\delta^{43}\text{Ca}$ )	BN	$\delta^{92}\text{Zr}$	$\delta^{97}\text{Mo}$



Coluna	SiC	Grafite	Coluna	SiC	Grafite
BO	Erro ( $\delta^{92}\text{Zr}$ )	Erro ( $\delta^{97}\text{Mo}$ )	CG	Erro ( $\delta^{98}\text{Ru}$ )	
BP	$\delta^{96}\text{Zr}$	$\delta^{98}\text{Mo}$	CH	$\delta^{99}\text{Ru}$	
BQ	Erro ( $\delta^{96}\text{Zr}$ )	Erro ( $\delta^{98}\text{Mo}$ )	CI	Erro ( $\delta^{99}\text{Ru}$ )	
BR	$\delta^{92}\text{Mo}$	$\delta^{100}\text{Mo}$	CJ	$\delta^{101}\text{Ru}$	
BS	Erro ( $\delta^{92}\text{Mo}$ )	Erro ( $\delta^{100}\text{Mo}$ )	CK	Erro ( $\delta^{101}\text{Ru}$ )	
BT	$\delta^{94}\text{Mo}$		CL	$\delta^{102}\text{Ru}$	
BU	Erro ( $\delta^{94}\text{Mo}$ )		CM	Erro ( $\delta^{102}\text{Ru}$ )	
BV	$\delta^{95}\text{Mo}$		CN	$\delta^{104}\text{Ru}$	
BW	Erro ( $\delta^{95}\text{Mo}$ )		CO	Erro ( $\delta^{104}\text{Ru}$ )	
BX	$\delta^{97}\text{Mo}$		CP	$\delta^{134}\text{Ba}$	
BY	Erro ( $\delta^{97}\text{Mo}$ )		CQ	Erro ( $\delta^{134}\text{Ba}$ )	
BZ	$\delta^{98}\text{Mo}$		CR	$\delta^{135}\text{Ba}$	
CA	Erro ( $\delta^{98}\text{Mo}$ )		CS	Erro ( $\delta^{135}\text{Ba}$ )	
CB	$\delta^{100}\text{Mo}$		CT	$\delta^{137}\text{Ba}$	
CC	Erro ( $\delta^{100}\text{Mo}$ )		CU	Erro ( $\delta^{137}\text{Ba}$ )	
CD	$\delta^{96}\text{Ru}$		CV	$\delta^{138}\text{Ba}$	
CE	Erro ( $\delta^{96}\text{Ru}$ )		CW	Erro ( $\delta^{138}\text{Ba}$ )	
CF	$\delta^{98}\text{Ru}$				