

doi: 10.3969/j.issn.1000-8349.2014.02.02

演化晚期恒星中的结晶硅酸盐尘埃

刘佳明, 姜碧沔

(北京师范大学 天文系, 北京 100875)

摘要: 硅酸盐是宇宙尘埃的主要成分之一。20 世纪 60 年代, 在演化晚期恒星中就曾发现硅酸盐尘埃的辐射特征, 并且与实验室无定形硅酸盐的光谱特征非常吻合。到 20 世纪 90 年代, 演化晚期恒星中的结晶硅酸盐特征首次在 ISO 卫星拍摄的光谱中探测到, 其后随着更多的红外空间天文台 (Spitzer、Herschel 等) 的发射, 发现了大量具有结晶硅酸盐特征的恒星, 尤其是演化晚期恒星, 几乎涵盖了演化晚期的各个阶段 (红巨星、渐近巨星支星、原行星状星云、行星状星云、红超巨星等)。结晶硅酸盐尘埃的特征广泛分布在 $10\sim 70\ \mu\text{m}$ 波长范围内, 表现为多个丰富的谱带。阐述了演化晚期恒星中结晶硅酸盐尘埃的发现、谱特征、观测特性、结晶度和形成机制。

关键词: 演化晚期恒星; 尘埃; 硅酸盐; 结晶硅酸盐

中图分类号: P152

文献标识码: A

1 引 言

宇宙尘埃大致可分为两类: 一是含碳型尘埃, 主要包括碳单质、无定形碳、SiC 等; 另一类是含氧型尘埃, 主要是硅酸盐、金属氧化物等。此外, 金属硫化物和某些金属单质 (如: 铁) 可能也是其中重要的成分^[1]。硅酸盐是含氧型尘埃中重要的组成部分, 被认为形成于 AGB (Asymptotic Giant Branch, 渐近巨星支) 星的星周包层中, 在星际空间中演化、破坏并且重组, 它是宇宙物质演化循环中非常重要的一环。硅酸盐的光谱是测定星周尘埃化学成分和大小的重要探针, 可为研究恒星盘和星周包层的热力学结构和密度分布以及尘埃尺寸提供重要的信息^[2]。硅酸盐是太阳系中最常见的矿物成分, 从化学上看, 硅酸盐主要由 O、Si、Mg、Fe 等元素构成, Si、O 元素组成硅酸根离子 (SiO_4^{4-}) 或者亚硅酸根离子 (SiO_3^{2-}), 并且与金属离子如 Mg^{2+} 和 Fe^{2+} 等结合形成硅酸盐 (受丰度所限一般认为阳离子主要来自 Mg、Fe 两种元素, 但 Ca、Al 等元素也可能形成少量的硅酸盐)^[3-5]。硅酸盐的晶格结构主要体现在硅

收稿日期: 2013-11-25; 修回日期: 2014-01-15

资助项目: 国家自然科学基金 (11373015)

通讯作者: 姜碧沔, bjiang@bnu.edu.cn

酸根离子的排列方式上, 不考虑高压环境带来的改变, 硅酸根离子可以独立或与其他硅酸根离子形成链状、面状以及高度立体化的 3D 结构; 在规律性的晶格排列中硅酸根离子可以和其他的硅酸根离子分享氧离子, 生成不同的硅酸盐, 如橄榄石 $(\text{Mg}, \text{Fe})_2\text{SiO}_4$ 和顽辉石 $(\text{Mg}, \text{Fe})\text{SiO}_3$; 而在长程不规则的排列中, 即无定形硅酸盐分子中, 不同的硅酸根离子还可能与其他硅酸根离子分享不同数目的氧离子^[3, 6]。

1.1 硅酸盐的探测

对星周尘埃中硅酸盐的研究开始于 20 世纪 60 年代初。1963 年, Kamijo^[7]首先在理论上对 M 型长周期变星中尘埃颗粒凝结进行了讨论, 预言 SiO_2 是最丰富的尘埃类型; 其后 Gilman 于 1969 年^[5]在对较冷的富氧恒星中气体分子凝结温度的计算中确认其中的主要尘埃成分是硅酸盐, 如 AlSiO_3 和 Mg_2SiO_4 等。从观测上来看, 最早发现的硅酸盐特征是发射特征, 分别是 $9.7 \mu\text{m}$ 处的 Si-O 键拉伸振动特征和 $18 \mu\text{m}$ 处的 O-Si-O 键键角弯曲振动特征^[8, 9]。其后 Bedjin (1987) 发现当晚期恒星周围具有非常厚的尘埃包层 (光深 $\tau_{10\mu\text{m}} > 3.0$)^[12]时, 这两个特征在星周包层中也可能以吸收形式出现^[10, 11]。1983 年, 第一颗红外天文卫星 IRAS (Infrared Astronomical Satellite) 发射升空, 在 4 个中远红外波段进行了全天的测光巡天, 同时拍摄了亮源 $7\sim 23 \mu\text{m}$ 波长范围内的低分辨率光谱 (Low Resolution Spectrum, LRS), 发现大约 2000 个源具有无定形硅酸盐在 9.7 和 $18 \mu\text{m}$ 的谱特征, 其中 1700 多个源具有发射特征, 200 多个源具有吸收特征^[13]; 这是首次对硅酸盐特征进行最全面的巡查, 具有里程碑式的意义。

1.2 结晶硅酸盐的探测

早期发现的 $9.7 \mu\text{m}$ 和 $18 \mu\text{m}$ 硅酸盐都具有宽而光滑的特征, 并且这些辐射特征可以用实验室的无定形硅酸盐很好地重现^[14], 说明这些特征来自无定形硅酸盐^[15], 因此天文学家曾认为宇宙中硅酸盐的成分是无定形的。20 世纪 80 年代, 具有高度规律结构的结晶硅酸盐在太阳系的彗星以及 β -Pictoris 的尘埃盘中^[17, 28]被观测到, 在行星际尘埃和陨石里也有发现^[18]。1989 年, 胡景耀等人^[19, 20]首次在太阳系外观测到结晶硅酸盐的特征, 基于 IRAS LRS 数据他们对具有特殊红外色余的 3 颗 Herbig Ae/Be 星候选体进行光谱分析时, 发现了 HD 100546 位于 $11.3 \mu\text{m}$ 的结晶硅酸盐特征; 只是由于 IRAS-LRS 较低的光谱分辨率, 这一特征没有被归结为结晶硅酸盐尘埃。到 20 世纪 90 年代, 随着 ISO (Infrared Space Observatory, 红外空间天文台) 的发射, 高分辨率光谱仪的观测证实结晶硅酸盐的分布远比我们想象的要广泛, 它在宇宙环境中的作用也远比人们想象的重要^[3, 15]。

从光谱上说, 不论是结晶硅酸盐还是无定形硅酸盐都会在中红外的 $10 \mu\text{m}$ 和 $20 \mu\text{m}$ 附近呈现由 Si-O 键拉伸和 O-Si-O 键键角弯曲导致的光谱特征, 规则排列的结晶硅酸盐由于硅酸根离子的规律性排列会有较细窄的特征, 并且结晶硅酸盐在 $\lambda > 25 \mu\text{m}$ 的较宽波长范围会有窄带特征光谱, 使其得以与无定形硅酸盐区分。1996 年 Waters 等人^[21]对 ISO-SWS 的 6 个演化晚期源在 $30\sim 45 \mu\text{m}$ 内的光谱进行分析后, 首次证实了演化晚期恒星星周包层可能含有来自结晶硅酸盐的特征 (见图 1)。随后, 1999 年 Sylvester 等人^[22]的工作证实了这一点, 他们拼接了 ISO/SWS 和 ISO/LWS 对 7 个演化晚期恒星的光谱观测结果, 得到了覆盖

2.4~197 μm 波长范围的光谱,在将其与实验室结晶硅酸盐光谱^[23]对比后发现,它们都或多或少地存在结晶硅酸盐特征;他们对位于 20.6, 23.6, 26.1, 27.8, 33.0~33.6, 40.4, 43.1, 69 μm 处的结晶硅酸盐特征进行了列表,发现这些特征就像无定形硅酸盐的谱特征一样,也可以以吸收的形式出现。为了更好地了解结晶硅酸盐特征,2002 年 Molster 等人^[24-26]对 17 个晚型恒星的 ISO 光谱 (2.4~195 μm) 进行了光谱分析,证实其中存在归结于结晶硅酸盐的一系列窄带特征,最突出的特征是集中在 10, 18, 23, 28, 33, 40 和 60 μm 处的复合特征 (多个特征混合在一起)。

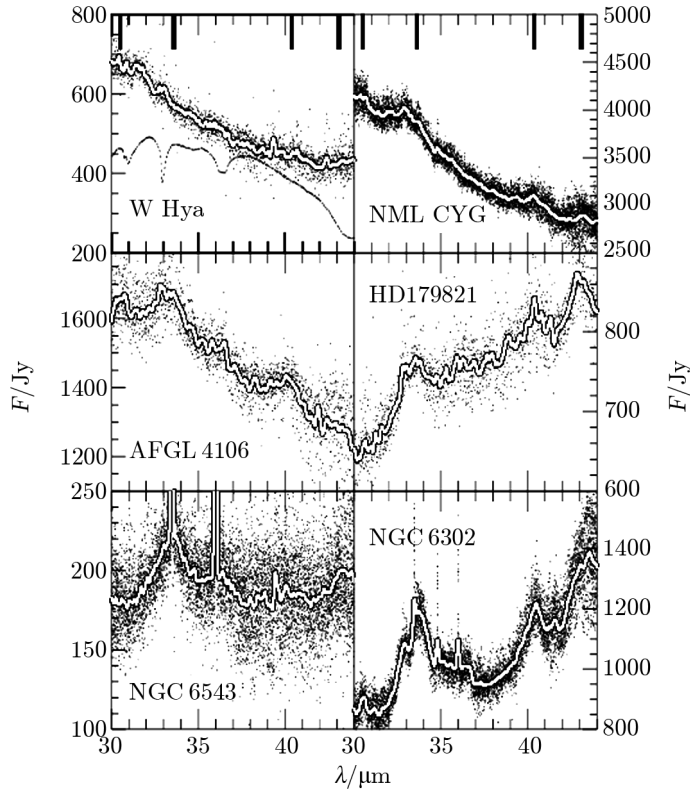


图 1 演化晚期恒星中的硅酸盐特征^[21]

首次观测到来自演化晚期恒星中的结晶硅酸盐特征,横坐标以粗实线标出了几个典型波长处的结晶硅酸盐特征,其中 W Hya 图中的点虚线表示的是 ISO/SWS 的光谱响应曲线。

除了演化晚期恒星的星周包层,结晶硅酸盐也在其他多种环境中被检测到。在空间红外望远镜 ISO 和 Spitzer 发射之前,结晶硅酸盐就曾在彗星和恒星的残骸盘 (debris disk) 中被探测到,如哈雷彗星^[27]和 β -Pictoris^[28],主要是基于 11.3 μm 的结晶硅酸盐特征^[29, 30]。随着 ISO 和 Spitzer 的升空,光谱仪的波长覆盖范围极大地延展到长波方向 (如 ISO/LWS 的波长可以延伸到约 200 μm),演化晚期恒星和原行星盘中较冷的结晶硅酸盐才被发现。截至目前为止,结晶硅酸盐在各种尺度上 (太阳系、恒星、河外星系和类星体) 都有探测,如彗星、Herbig Ae/Be 星和 T Tauri 恒星的行星盘、主序恒星周围的残骸盘^[24-26]、主序后恒

星的星周包层^[21, 22, 24]、极亮红外星系^[31, 32]、类星体^[31, 33]。另外, Stardust 飞行器带回来的彗星 81P/Wild2 的尘埃样本中, 行星际尘埃中都有发现结晶硅酸盐颗粒^[34]。Spitzer 和 ISO 对 LMC(Large Magellanic Cloud) 的观测证实, 在河外星系的恒星光谱中同样有结晶硅酸盐特征^[35-39]。

尽管结晶硅酸盐看起来似乎无处不在, 但是 ISO-SWS 对银心方向的探测表明星际介质中几乎不存在结晶态的硅酸盐, 星际介质中的硅酸盐主要是无定形硅酸盐, 橄榄石是其主要成分, 只有极少的成分可能以结晶态存在。Kemper 等人^[40]认为星际介质中硅酸盐的结晶度不会高于 2.2%, 而 Li 和 Draine^[41, 42]则认为星际介质中的结晶硅酸盐含量不会高于 5%。由于在早于或者晚于主序的恒星中都存在结晶硅酸盐, 但星际介质中又几乎没有结晶硅酸盐的探测结果, 这表明星际介质中的硅酸盐存在一个尚不明确的演化过程^[15, 43], 或者结晶硅酸盐特征被无定形硅酸盐特征遮盖了^[44]。

本文第 2 章介绍演化晚期恒星中的硅酸盐, 以及硅酸盐和结晶硅酸盐在红外波段的光谱特征; 第 3 章介绍结晶硅酸盐的性质, 包括结晶硅酸盐的成分、尘埃温度、尘埃的尺寸分布和形状、硅酸盐的结晶度等; 第 4 章讨论了结晶硅酸盐的两种可能的形成机制; 第 5 章进行简单的总结与展望。

2 演化晚期恒星中的硅酸盐

较冷的恒星会在其内部核燃烧的晚期通过慢速而致密的星风流失很大的质量, 其质量流失率一般为 $10^{-7} \sim 10^{-4} M_{\odot} \cdot \text{a}^{-1}$ ^[45]。在中小质量恒星 ($0.8 \sim 8 M_{\odot}$) 中, 这个过程发生在 AGB 阶段, 而大质量恒星 ($8 \sim 25 M_{\odot}$) 会在 RSG(Red Supergiant, 红超巨星) 阶段流失很大的质量。对于 AGB 星, 其强对流会将中心核燃烧产生的物质转移到恒星的外面, 再由星风形成一个逐渐冷却的星周包层; 在这个包层中, 会生成很多由气态分子凝结 (温度低于 1400 K) 成的尘埃^[46] (见图 2), 这些尘埃被恒星的光子辐射压推到外层, 并且逐渐扩散到星际空间^[47-49], 丰富星际空间中这些尘埃的含量。

如上所述, AGB 星的核燃烧所产生的元素 (C、O 等) 将通过 AGB 星的挖掘作用输送到恒星的外围, 增大这些元素的丰度。而其中的 C、O 元素的丰度很大, 并且易与其他元素结合, 所以 C、O 元素将决定星周物质的演化走向。C、O 元素会首先形成 CO 分子, 剩余的 C、O 元素会决定星周环境是以碳合物 (无定形碳和 SiC 等) 为主还是以氧化物 (硅酸盐和金属氧化物等) 为主^[50]。根据 AGB 星中 C、O 元素的比例, AGB 星一般是富氧 ($C/O < 1$, M 型) 星或富碳 ($C/O > 1$, C 型) 星, 在很小的概率下, 当 C 元素和 O 元素基本相当 ($C/O \approx 1$) 的时候就是 S 星, 而 RSG 则一般是富氧星。富碳 AGB 星的星周为富碳环境, 因此, 尘埃多为碳质尘埃, 主要是无定形碳和少量的 SiC。20 世纪 60 年代对富氧晚期恒星的红外波段观测证实, 在波长 $\lambda < 10 \mu\text{m}$ 处有大量的气体分子 (CO、OH、H₂O、SiO 等) 和尘埃特征^[21, 22, 24, 51]; 而在更长的波段, 尘埃的辐射特征将占据主导地位, 其中, 最丰富的是在 9.7 和 18 μm 处出现的谱特征, 一般归于无定形硅酸盐尘埃颗粒。ISO 的发射导致了大约 50 条

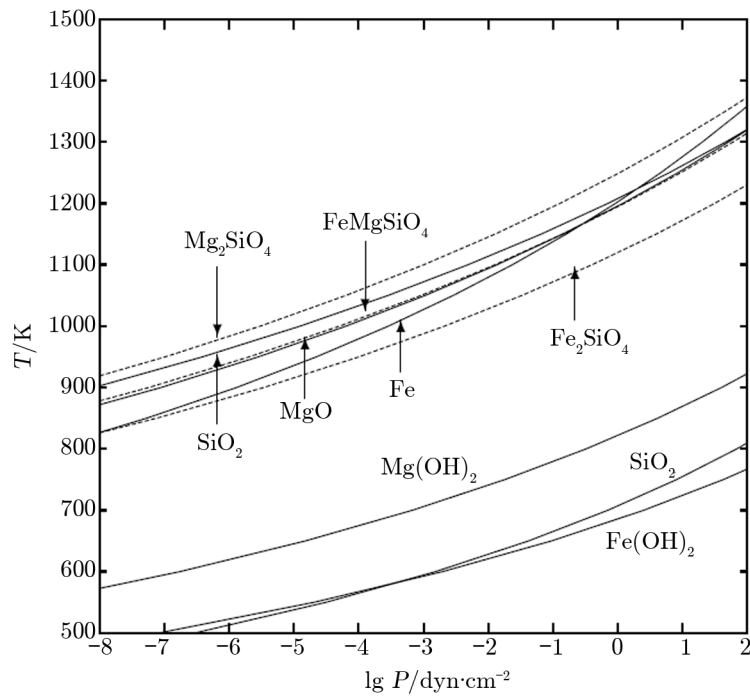


图 2 富氧演化晚期恒星中一些尘埃和分子的凝结曲线^[4]

短划线显示的是橄榄石 $\text{Fe}_{2x}\text{Mg}_{2(1-x)}\text{SiO}_4$ 的稳定极限 (开始凝结或者气化)。当 $x = 0$ 时为镁橄榄石, 对应最顶端的短划线, 凝结温度最高; $x = 1$, 铁橄榄石, 对应最下边短划线, 凝结温度较低; $x = 0.5$, 镁铁含量相当的橄榄石, 对应中间的短划线, 凝结温度也处于镁橄榄石和铁橄榄石之间。

窄带特征的发现, 它们被认为来自结晶硅酸盐颗粒; 此外, 在 13, 16.8, 19.5 和 31.8 μm 处出现了一系列似乎具有相关性的特征, 被归因于氧化物载体 (如: Si 的氧化物、Ca-Al 的氧化物、Mg-Fe 的氧化物、无定形的氧化铝)^[1]。

2.1 结晶硅酸盐源表

尽管对星周结晶硅酸盐的研究自 20 世纪 90 年代才开始, 但近 20 年的观测发现了为数不少的结晶硅酸盐恒星, 表 1 列出了一些典型的具有结晶硅酸盐特征的演化晚期恒星。目前, 结晶硅酸盐已经在恒星演化晚期的各个阶段都有探测: 红巨星^[24, 50]、红超巨星^[21, 24-26, 50]、AGB 星^[21, 22, 24-26, 50]、post-AGB 星^[21, 24, 50]、行星状星云 (PNe)^[21, 24, 50]、原行星状星云 (PPNe)^[24-26, 50]、亮蓝变星 (LBV)^[39]、超新星遗迹^[53]。与无定形硅酸盐类似, 结晶硅酸盐一般多存在于富氧的演化晚期恒星中。但也有例外, Waters 等人^[15]就曾发现, 少数富碳恒星中也会存在结晶硅酸盐, 虽然有人提出双星模型作为可能的解释, 但目前对于这种现象的产生还没有统一的认识^[1]; 而 Molster 和 Kemper^[15]认为, 这些结晶硅酸盐应该形成于富碳恒星某段时间富氧的星风中。

2.2 谱特征

无定形硅酸盐的辐射特征主要位于 9.7 μm 和 18 μm 处, 而结晶硅酸盐则在 $\lambda > 10 \mu\text{m}$

表 1 部分具有结晶硅酸盐发射特征的演化晚期恒星^[21, 24, 52]

名称	类型	参考文献
W Hya	AGB	[21]
NML Cyg	Red Supergiant	[21, 24]
AFGL 4106	post-RSG	[8, 24]
HD179821	post-AGB or post-RSG star	[21]
NGC6302	PN	[21, 24]
NGC6543	PN	[21]
IRAS 09425-6040	C-rich AGB star with O-rich dust	[24]
NGC 6537	PN	[24]
MWC 922	Peculiar object	[24]
AC Her	Binary post-AGB star	[24]
HD 45677	B[e] star	[24]
89 Her	Binary post-AGB star	[24]
MWC 300	Evolved star, B supergiant	[24]
Vy 2-2	PPN	[24]
HD 44179	Red Rectangle; binary post-AGB star	[24]
HD 161796	Post-AGB star	[24]
OH 26.5+0.6	OH/IR star	[24]
Roberts 22	post-AGB star	[24]
IRC+10420	post-RSG	[24]
R71	LBV	[39]
IRAS 18354-0638	post-AGB	[52]
IRAS 23239+5754	PN	[52]
IRAS 16456-3542	PN	[52]

注: 参考文献 [50] 中的 217 个源并未列入表中, 因为其表中有许多重复的观测结果, 作者也未给出清晰的源表。

后呈现一系列的窄带辐射特征 (约 50 条), 其中最突出的是集中在 10, 18, 23, 28, 33, 40 和 60 μm 处的复合特征^[25] (见图 3)。Molster 和 Waters^[24-26] 曾对这 7 个复合特征在 17 个晚期恒星中的特点进行研究, 他们将这些恒星分为两类——分别具有盘状结构和物质外流特征, 并且分析了这些复合特征在这两类恒星中的区别 (表 2)。他们发现有盘状结构的恒星中 10 和 18 μm 特征较明显, 而具有物质外流特征的恒星中这两个特征会因受来自无定形硅酸盐在 10 和 18 μm 附近连续谱的影响较大而不太明显; 在 23 μm 复合特征中, 前者的 23.7 μm 特征强度与 23.0 μm 特征强度比值 $F_{23.7}/F_{23.0}$ 较大, 并且 24.5 μm 特征强度较大, 而后者则在 23.0 μm 处相对强度较大; 前者的 43.0 μm 特征强度一般不会弱于 43.8 μm 特征, 而 40.5 μm 特征在蓝端比较陡峭并且不会延伸到波长 39.0 μm 处, 具有物质外流特征的恒星则刚好相反; 60 μm 复合特征在前者中峰值波长位于 65 μm 处, 而在具有物质外流特征的恒星中的峰值波长则一般位于 62 μm 左右, 并且其峰值波长向红端的移动通常伴随着 52 μm 辐

射特征的减弱以及 29.6 μm 和 30.6 μm 处辐射特征的增强, 另外, 前者在 69 μm 处有一个尖锐的辐射特征, 而在后者中这一特征并不明显 (见图 4)^[24-26]。

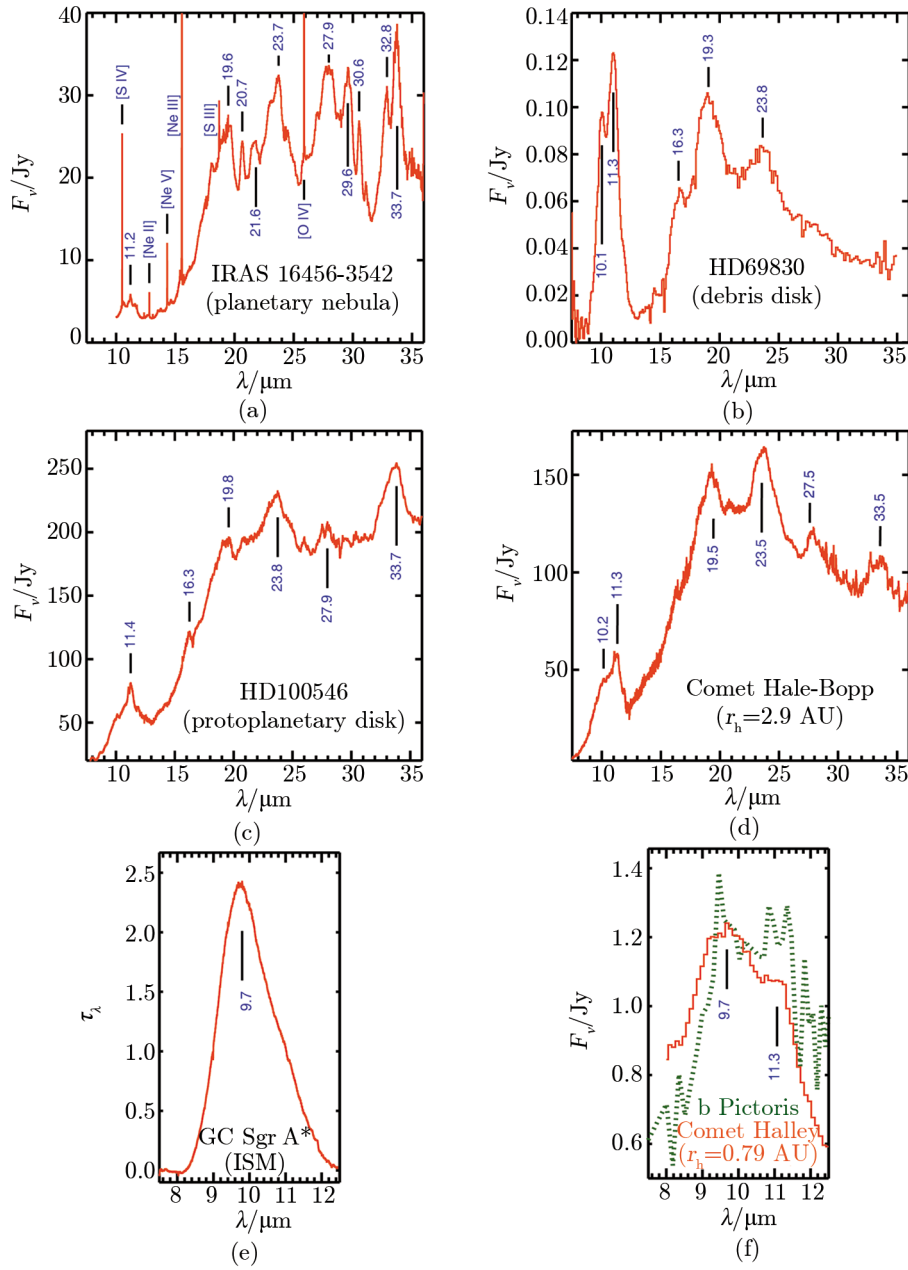


图 3 结晶硅酸盐在恒星不同演化阶段的辐射特征^[52]

(a) 演化晚期恒星; (b) 主序星周围的残骸盘; (c) 早期星的原行星盘; (d) 彗星; (e) 银心方向 Sgr A* 没有结晶硅酸盐特征^[54], 代表 ISM; (f) Halley 彗星^[27] 和 β -Pictoris 残骸盘^[28] 中的 9.7 μm 处的结晶硅酸盐特征。 r_h 代表日心距。

表 2 晚期恒星中硅酸盐的一般特征^[24]

位置	范围	特征 (载体)	μm
10	7~13	8.3, 9.14 ($\text{SiO}_2?$), 9.45, 9.8 ($\text{Mg}_2\text{SiO}_4+\text{MgSiO}_3$), 10.7 (无定形硅酸盐), 11.05 (MgSiO_3), 11.4 ($\text{Mg}_2\text{SiO}_4, \text{GaMg}(\text{Si}_2\text{O}_6)$)	
18	15~20	15.2 (MgSiO_3), 15.9 (SiO_2), 16.2 (Mg_2SiO_4), 16.5 (PAH), 16.9, 17.5 (无定形硅酸盐 + MgSiO_3), 18.0 ($\text{Mg}_2\text{SiO}_4+\text{MgSiO}_3$), 18.9 ($\text{Mg}_2\text{SiO}_4?$), 19.5 ($\text{Mg}_2\text{SiO}_4+\text{MgSiO}_3$)	
23	22~25.5	22.4, 22.8, 23.0 (MgSiO_3), 23.7(Mg_2SiO_4), 23.9, 24.5 (MgSiO_3), 25.0 ($\text{GaMg}(\text{Si}_2\text{O}_6)$)	
28	26.5~31.5	26.8, 27.6 (Mg_2SiO_6), 28.2 (MgSiO_3), 28.8, 29.6 ($\text{GaMg}(\text{Si}_2\text{O}_4)$)	
33	31.5~37.5	32.2 ($\text{GaMg}(\text{Si}_2\text{O}_4)$), 32.8, 33.6 (Mg_2SiO_6), 34.1 ($\text{GaMg}(\text{Si}_2\text{O}_4)+\text{MgSiO}_3$), 34.9 (Clino- MgSiO_3), 35.9 (Ortho- MgSiO_3), 36.5 ($\text{Mg}_2\text{SiO}_6?$)	
40	38~45.5	39.8 ($\text{GaMg}(\text{Si}_2\text{O}_4?)$), 40.5 ($\text{MgSiO}_3?$), 43.0 (结晶态水冰 + MgSiO_3), 43.8 (Ortho- MgSiO_3), 44.7 (Clino- MgSiO_3 , $\text{GaMg}(\text{Si}_2\text{O}_4?)$)	
60	50~72	52.9 (结晶态水冰), 62.0 (结晶态水冰 + $\text{MgSiO}_3?$ / $\text{GaMg}(\text{Si}_2\text{O}_4?)$), 69.0 (Mg_2SiO_6)	

注: 其中 43.0 和 43.8 经常混杂在一起。

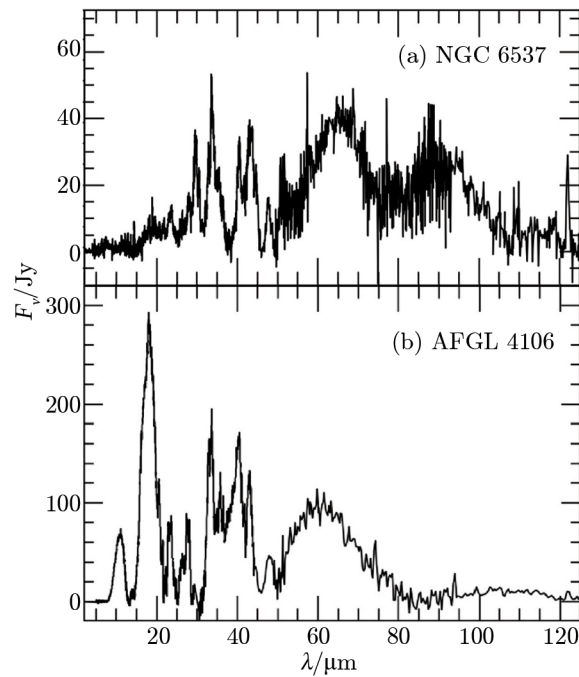


图 4 有盘状结构恒星和无盘状结构但有物质外流恒星中结晶硅酸盐的辐射特征^[52]

(a) 是具有盘状结构恒星 NGC 6537 的光谱; (b) 是具有物质外流恒星 AFGL 4106 的光谱。

3 结晶硅酸盐尘埃的性质

3.1 成分

正如在引言部分所述, 结晶硅酸盐有两种主要形式, 根据其酸根离子的不同分为橄榄石 $\text{Fe}_{2x}\text{Mg}_{2(1-x)}\text{SiO}_4$ 和顽辉石 $\text{Mg}_{(1-x)}\text{Fe}_x\text{SiO}_3$, 其中 $0 < x < 1$, 代表 Fe 的含量, 其极端形式分别为不含 Fe 的镁橄榄石 (Mg_2SiO_4) 和镁辉石 (MgSiO_3), 以及不含 Mg 的铁橄榄石 (Fe_2SiO_4) 和铁辉石 (FeSiO_3)^[2]。另外, MgSiO_3 有两种结构: 正辉石 (ortho-) 和斜辉石 (clino-)^[80], 鉴于目前的模型和观测数据不足以准确地区分它们, 一般认为各占一半, 不做区别。Fe 含量的影响体现在峰值波长和谱线形状 (比如 FWHM) 的变化上。Koike 等人^[57] 的实验室测量表明, 随着 Fe 含量的增加, 橄榄石在 $33.6 \mu\text{m}$ 处特征的峰值波长将向长波方向移动, 直至 Fe_2SiO_4 的峰值波长达到 $38.9 \mu\text{m}$, 而且, 谱特征的强度也会逐渐减弱, 所以一般会把 $33.6 \mu\text{m}$ 特征归结为不含 Fe 的 Mg_2SiO_4 。Olofsson 等人^[56] 给出了结晶橄榄石的典型谱带 (9.8, 11, 16.2, 23~24 和 $33 \mu\text{m}$) 的峰值波长随 Fe 含量的变化, 与 Koike 他们的结果一致, 即: 随着 Fe 含量的增加, 峰值波长将向长波方向移动, 而且, 随着谱带中心波长的增加, 差别也越来越大。对于 ISO/SWS 和 Spitzer/IRS 的数据来说, 差别最明显的谱带在 $33.6 \mu\text{m}$ 。演化晚期星周包层中峰值波长位于 $33.6 \mu\text{m}$ 的光谱特征^[52] 表明其载体结晶硅酸盐是不含 Fe 的或者贫 Fe 的。Fe 含量对谱特征的影响表现最突出的是 $69 \mu\text{m}$ 特征, 只要增加微量的 Fe, 其峰值波长就会有明显的变化, 5% 的 Fe 将使峰值波长移动到 $70 \mu\text{m}$ 之外^[57]。基于 ISO/LWS 和 Herschel/PACS 的观测, $69 \mu\text{m}$ 谱特征也成为诊断橄榄石中 Fe 含量的极好标准。Molster 等人^[25] 通过分析谱带位置, 尤其是橄榄石的 $69 \mu\text{m}$ 和辉石的 $40.5 \mu\text{m}$ 特征的位置, 得到了清晰的结论, 即演化晚期恒星星周包层中的结晶硅酸盐尘埃颗粒都是贫 Fe 富 Mg 的。Sturm 等人^[58] 在原行星盘中检测到了 $69 \mu\text{m}$ 硅酸盐特征, 也表明 Fe 含量非常低 (小于 2%), 只有一个源的 Fe 含量达到 3%~4%; Blommaert 等人在演化晚期恒星中也检测到了 $69 \mu\text{m}$ 特征, 并且, 他们同样认为其中不含 Fe 元素^[59]。不过, Olofsson 等人^[56] 在几个恒星残骸盘中发现了“富 Fe”橄榄石存在的证据, 所谓“富 Fe”, 是指其中 $\text{Fe}/[\text{Mg}+\text{Fe}] \approx 0.2$, 也就是说 80% 还是 Mg。

对于不含 Fe 的结晶硅酸盐, 橄榄石和顽辉石的区别非常明显地表现在谱特征上, 不同的分子结构使得特征的波长具有明显的区别 (见图 5)。结晶硅酸盐的谱特征可以分成 3 个部分: $9\sim 12.5 \mu\text{m}$, 源自于 SiO_4 四面体的拉伸运动; $14\sim 22 \mu\text{m}$, 源于 SiO_4 四面体的弯曲振动; 大于 $22 \mu\text{m}$, 源于金属离子和硅原子的平动运动。橄榄石的特征波长在拉伸振动导致的 $10\sim 11.6 \mu\text{m}$, 弯曲振动导致的 16, 20 和 $23 \mu\text{m}$, 平动运动导致的 $33\sim 40 \mu\text{m}$ 。 Mg_2SiO_4 的强谱带波长在 10.0, 11.3, 16.3, 23.5, 27.5 和 $33.5 \mu\text{m}$, 此外, $69.5 \mu\text{m}$ 的特征较弱, 但很独特; MgSiO_3 的强谱带波长则在 9.4, 9.9, 10.6, 11.1, 11.6, 18.2, 19.3 和 $21.5 \mu\text{m}$, 更长波长的特征较多但较弱^[60]; 比较起来, 长波波段的谱特征主要归于 Mg_2SiO_4 , 而在 $10\sim 23 \mu\text{m}$ 则两者兼而有之。

由于结晶硅酸盐中的 Fe 含量很低, 所以在做光谱拟合时, 一般假设结晶硅酸盐只含有

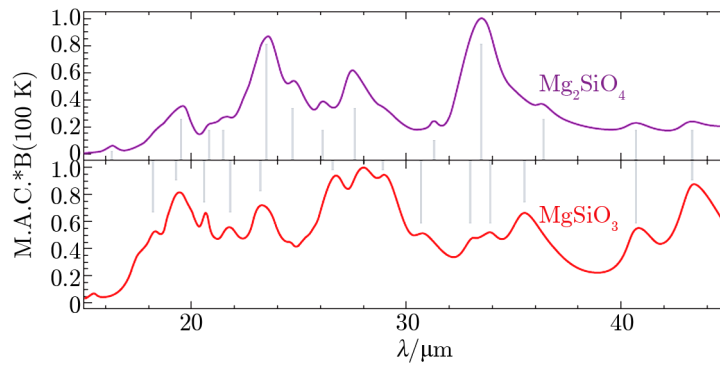


图 5 实验室测量的 Mg_2SiO_4 与 MgSiO_3 的质量吸收系数^[3]

图中所示曲线是将 Mg_2SiO_4 (forsterite, 镁橄榄石) 和 MgSiO_3 (enstatite, 镁辉石) 的吸收系数 100 K 温度下与 Plank 函数的积归一化的结果。

两种成分—— Mg_2SiO_4 和 MgSiO_3 , Molster 等人^[26]得到的 17 个演化晚期恒星中的 MgSiO_3 比 Mg_2SiO_4 多, 质量比在 1~11.4 之间。Jiang 等人^[52]对 3 个演化晚期恒星中的结晶硅酸盐进行研究所得结果与此一致, MgSiO_3 和 Mg_2SiO_4 的质量比达 4~54, 也就是说, MgSiO_3 是绝对多数; Edvardsson 等人^[61]与 Chen 等人^[62]根据 Mg 元素丰度和 Si 元素丰度的相对比值得出相似结论, 他们认为, 90% 的 AGB 星中 Mg 元素和 Si 元素的丰度比值将处于 [1, 1.5] 之间 (见图 6), 而此时形成的结晶硅酸盐中 MgSiO_3 的含量应当大于 Mg_2SiO_4 含量^[50, 62, 63]。然而, Gielen 等人^[64]分析 post-AGB 星的星周盘光谱时, 却发现 Mg_2SiO_4 是主要成分, 占比在 20%~100% 之间, 明显多于 MgSiO_3 ; Olofsson 等人^[56]得到的结果与此一致, 他们也在恒星残骸盘中发现辉石的丰度低于橄榄石, 此外, 他们也发现橄榄石中的 Fe 含量也比较高。鉴于演化晚期恒星的星周包层多是球形, 盘状结构带来的环境变化可能是导致残骸盘中橄榄石丰度增加的原因。

Kemper 等人^[65]根据 33.6 μm 特征分析了 AGB 星中 Mg_2SiO_4 的丰度, 得出其在星周包层中的最大质量比不超过 5%; de Vries 等人^[44]假设 Mg_2SiO_4 和 MgSiO_3 的含量相等, 并基于 Mg_2SiO_4 的 33.6 μm 特征, 得出其质量丰度最高可达 12%。

无定形硅酸盐的情况比较简单, 不像结晶硅酸盐这么错综复杂。之前的研究获得了比较统一的认识, 因为演化晚期恒星星周包层中的无定形硅酸盐特征与实验室中的无定形硅酸盐特征比较一致^[11, 14]。

3.2 温度

星周包层中的尘埃温度取决于中心星的光度和有效温度、尘埃与中心星的距离、包层的光学厚度和尘埃自身的吸收系数。当距离和光学厚度相同时, 吸收系数就起决定性作用。结晶硅酸盐中的 Mg/Fe 比例会严重影响光学和近红外波段的吸收系数^[66], 随着 Fe 含量的增加, 紫外和光学波段的吸收效率会迅速增长^[14]。相对于结晶硅酸盐, 无定形硅酸盐中 Fe 的含量比较多^[4], 而结晶硅酸盐中则几乎没有 Fe。因为在紫外和可见光波段无定形硅酸盐对光子的吸收能力强于结晶硅酸盐 (见图 7), 所以在相近位置上, 结晶硅酸盐尘埃的温度要比无定

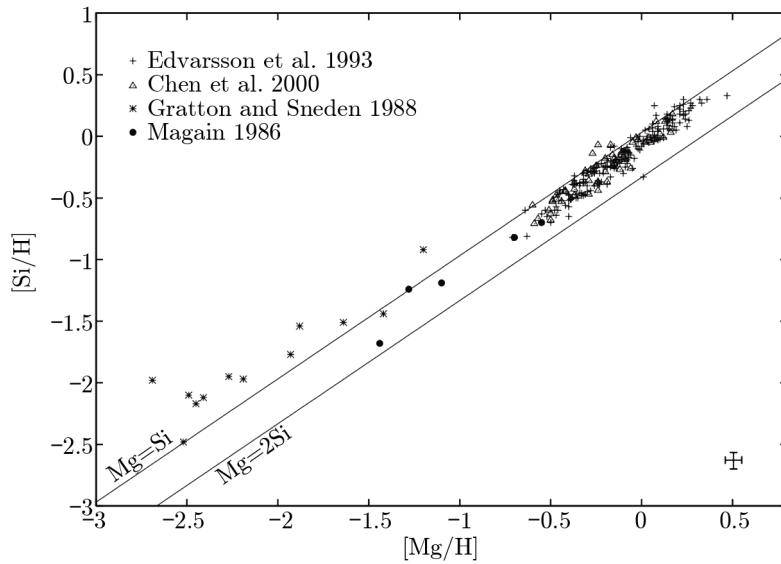


图6 银河系内的 F 和 G 型矮星中的 Si、Mg 元素丰度^[63]

两条实线分别对应 $[Mg]=[Si]$ 和 $[Mg]=2[Si]$ ，两条线之间的区间对应于橄榄石和辉石共存， $[Mg]=[Si]$ 线上边区域为辉石和石英， $[Mg]=2[Si]$ 下方区域为橄榄石和 MgO 共存，右下角的十字误差棒对应的丰度误差由 Edvardsson 等人^[61]和 Chen 等人^[62]的工作得出。

形硅酸盐低，导致在较短波长处无定形硅酸盐特征更加明显，而结晶硅酸盐的特征则在长波段更容易被探测到。

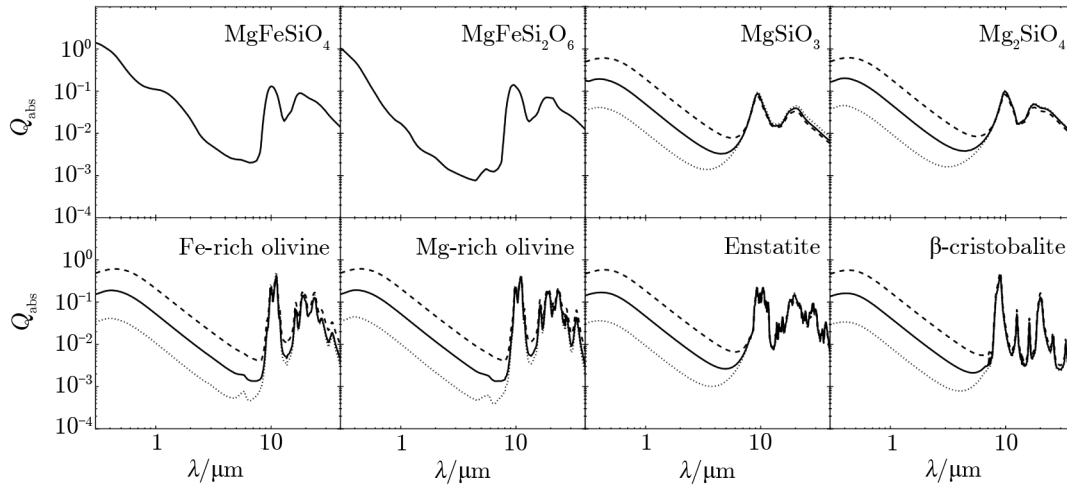


图7 实验室测量的无定形硅酸盐(上)和结晶硅酸盐(下)在 $0.3\sim 40\ \mu\text{m}$ 的吸收能力对比^[56]

拟合 IRAS 光谱中常用到的硅酸盐颗粒(半径为 $0.1\ \mu\text{m}$) 的吸收系数。第一行显示的是无定形硅酸盐的吸收系数，第二行显示的是结晶硅酸盐的吸收系数，其中点虚线、实线、短划线分别对应于与 1%、5%、20% 体积的碳单质混合后硅酸盐的吸收系数。

3.3 尺寸分布和形状

一般模型考虑的尘埃形状包括球形和椭球形, 虽然也有特别的针形尘埃如铁针^[67]。Juhász 等人^[68]声称 DHS (distribution of hollow sphere, 连续空球模型^[69]) 能够较好地解释 5~35 μm 之间的结晶硅酸盐尘埃特征。Sturm 等人^[58]讨论了球形、椭球形和 DHS 的影响, DHS 模型峰值和 FWHM 比球形的都大了约 0.1 μm , 并且球形颗粒似乎不能很好地重现观测谱, 而 DHS 和 CDE (continuous distribution of ellipsoids, 连续椭球分布) 则没有明显的区别。

尘埃的尺寸对谱带的峰值波长和 FWHM 有一定的影响, Sturm 等人^[58]的计算结果表明, 当尘埃的尺寸小于 1 μm 时, 69 μm 特征的轮廓基本上不受影响; 当尺寸大于 1 μm 时, 其峰值波长的变化可以达到 0.2 μm 。不过, 人们一般通过模型拟合来获取尘埃尺寸的信息。Gielen 等人^[64, 70]在对 post-AGB 的星周结晶硅酸盐进行研究时, 发现它们的平均尺寸达到 2 μm 以上, 远远大于星际尘埃的典型尺寸 0.1 μm , 而且, 尺寸分布函数的幂律谱指数为 -1.3 (尘埃半径范围 0.1~4 μm), 显示出其中的大颗粒尘埃占比较高, 意味着结晶硅酸盐尘埃颗粒的尺寸具有与 ISM 尘埃不一样的分布。他们同时发现, post-AGB 星的结晶硅酸盐也比无定形硅酸盐尘埃颗粒大, 这一点与 Herbig Ae 恒星星周盘中的结晶硅酸盐尘埃颗粒明显小于无定形硅酸盐的情况恰恰相反^[68]。Olofsson 等人^[56]对残骸盘的研究得到的尺寸分布的幂律谱指数大抵在 3~4 之间, 与 ISM 没有明确的区别。Jiang 等人^[52]则只利用了单一尘埃尺寸 $a = 0.1 \mu\text{m}$ (与 ISM 的值一致) 的球形颗粒, 对演化晚期恒星星周包层的结晶硅酸盐观测谱进行了拟合。造成这些结果差异的原因尚不清楚, 但需要注意的是, 模型的拟合本身具有一定的误差, 毕竟尘埃尺寸不是唯一的参数, 导致谱特征轮廓变化的主要因素也不会是尘埃尺寸, 而是 Fe 的含量; 另外, Gielen 等人^[64, 70]研究的主要样本疑似处在双星系统中, 特殊环境可能对尘埃尺寸产生重要的影响。

3.4 结晶度

硅酸盐的结晶度指的是结晶硅酸盐在所有硅酸盐成分中占的质量比。硅酸盐的结晶度一般通过红外波段光谱分析得出: 在富氧晚期恒星中, 红外波段 7~200 μm 的红外辐射一般归因于硅酸盐, 其中连续谱主要来自于无定形硅酸盐, 而辐射特征来自于无定形硅酸盐和结晶硅酸盐, 所以利用实验室测定的硅酸盐红外波段光学性质就可以确定产生这些辐射所需要的无定形硅酸盐和结晶硅酸盐含量, 进而得出硅酸盐的结晶度^[26, 52]。随着观测手段和研究的深入, 对结晶硅酸盐尘埃在宇宙当中结晶度的研究也在不断深入。ISO-SWS 对银心方向的探测表明星际介质中几乎不存在结晶态的硅酸盐, 因此 Molster 等人^[15]认为星际介质中硅酸盐的结晶度不会高于 2% ($\pm 0.2\%$)。总体来说结晶硅酸盐在星周环境中是含量较少的组分, 通过对硅酸盐的光谱比对可以确定结晶硅酸盐含量为硅酸盐含量的 10%~15%, 而越来越多的观测结果则确认在有盘状结构的恒星中硅酸盐的结晶度相对较高^[24]。另外, 由于双星系统中一般会形成一个寿命较长 (约 10^5 a) 的尘埃盘, 因此一般认为处于双星系统中的 AGB 星或是 post-AGB 星, 其结晶度也很高, 并且这一模型也常常用来解释富碳 AGB 星中含有结晶硅酸盐特征的现象。Molster 等人^[71]就曾证认 IRAS 09425-6040 为一个处于双星系统中的富碳 post-AGB 星, 其硅酸盐结晶度处于 60%~80% 之间; 而 Jiang 等人^[52]的工作则更新了这一纪录, 他们对 3 个晚型富氧恒星 IRAS18345-0638, 23239+5754 和 16456-3542 进行了研究,

确认其结晶度分别是：7.1%，51.3% 和 85.8%。IRAS16456-3542 是目前硅酸盐结晶度最高的恒星 (需要注意的是 Aller 等人^[33]在对高红移类星体 PKS 1830-211 的光谱拟合中得出其硅酸盐的结晶度 $\geq 95\%$ ，但他们的光谱拟合得并不是很好，结果不太可靠)，而且没有证据表明其处在双星系统中或者有盘状结构。

除了几何结构对结晶度有影响外，质量流失率可能也是影响结晶度的因素。Sogawa 和 Kozasa^[72]的理论计算表明，对于质量流失率较小的恒星 ($\dot{M} \approx 3 \times 10^{-5} M_{\odot} \cdot \text{a}^{-1}$)，硅酸盐不能被加热到足够高的温度以形成结晶硅酸盐，但在质量流失率较大的恒星中的热力学过程却可以使硅酸盐彻底结晶化。也就是说，结晶硅酸盐应该只能在质量流失率大的恒星中出现。早期 Molster 等人观测的结晶硅酸盐恒星都具有较高的质量流失率： $\dot{M} > 10^{-5} M_{\odot} \cdot \text{a}^{-1}$ 。Kemper 等人^[65]在对 ISO 的探测能力进行分析后指出，质量流失率小的恒星可能也存在结晶硅酸盐尘埃，由于温度较高的无定形硅酸盐特征掩盖了温度较低的结晶硅酸盐的光谱特征 (参见 3.2 节)，因此只有结晶度较高时才能被 ISO 探测到。但是，Jones 等人^[50]却在质量流失率小 (最小达到 $\dot{M} \approx 10^{-9} M_{\odot} \cdot \text{a}^{-1}$) 的富氧晚型星中也发现了结晶硅酸盐特征，说明结晶硅酸盐尘埃能存在的质量流失率范围很宽。另一方面，与前人一致的地方是，Jones 等人^[50]的研究结果也表明，质量流失率大的恒星中发现结晶硅酸盐的比率相对较高。

Jones 等人^[50]比较银河系和大小麦哲伦云中的结晶硅酸盐特征的探测率之后，还得出结论：硅酸盐的结晶度与金属丰度有关。目前没有其他人在这方面得出类似的结论或者进行深入的研究，所以，结晶度与金属丰度的关系有待进一步研究。

4 结晶硅酸盐的形成机制

结晶硅酸盐的形成大致有两种机制：一种是从气体直接凝结，另一种是从无定形硅酸盐转变而来。前一种机制可能会带来结晶硅酸盐与气体密度的相关性^[4, 73]，后一种机制会带来与尘埃密度的相关性^[72]。

4.1 结晶硅酸盐的凝结

尘埃的凝结一般有两个步骤，首先形成一个微小的尘埃核 (几个纳米量级)，然后在这个核上生长成大颗粒。如果核和其后凝结的物质是一样的，那么生成的尘埃是均匀的；如果不一样，则形成不纯的尘埃。演化晚期恒星星周包层中的硅酸盐都是不纯的^[74]，一般认为种子是凝结温度极高的 TiO_2 ^[4]，或者是 Al_2O_3 ^[75]。

Gail 和 Sedlmayr^[4]通过化学平衡计算得到，演化晚期的富氧恒星中，星风吹出的物质随着温度的下降，部分气体凝结成固体的尘埃，凝结温度高的物质先固化。所以，首先形成的是不含 Fe 的橄榄石，即 Mg_2SiO_4 是最早凝结的 (见图 3)，因为它的凝结温度很高 (约 1000 K)；此后， MgSiO_3 可以通过化学反应形成： $\text{Mg}_2\text{SiO}_4 + \text{SiO}_2 \rightarrow 2\text{MgSiO}_3$ ；而含 Fe 的硅酸盐 (如铁橄榄石) 则形成于较低的温度。

类似于玻璃，硅酸盐也存在一个玻璃化温度，大约在 900 K。当温度高于 900 K 时，气体凝结时形成晶体结构；而温度低于 900 K 时，气体凝结形成无定形结构。因此，最早形成的

不含 Fe 的橄榄石和顽辉石是结晶结构的, 而低温形成的含 Fe 硅酸盐则是无定形硅酸盐^[15]。这一理论可以很好地解释观测中的无定形硅酸盐富含 Fe 而结晶硅酸盐富含 Mg 的现象; 另一方面, 大部分硅酸盐以无定形的形式存在, 也表明它们形成于温度低于 900 K 时^[76]。

4.2 硅酸盐的转化

尽管从晶格结构上来说, 结晶硅酸盐是相对容易凝结的硅酸盐成分, 但实际情况中无定形或者说玻璃化的硅酸盐才是星周硅酸盐的主要成分^[15]。所以, 应该还有其他的硅酸盐转化机制, 天文工作者提出了几种硅酸盐尘埃的转化模型, 如无定形硅酸盐经历退火 (annealing)^[76] 转化为结晶硅酸盐。

硅酸盐的转化是双向的, 有两种方式: 一种是无定形硅酸盐的结晶化, 另一种是结晶硅酸盐转化为无定形硅酸盐。从无定形硅酸盐到结晶硅酸盐的转化是一个热力学过程, 发生温度在 1040 K 左右^[76-78], 即需要一个加热机制使得无定形硅酸盐尘埃温度上升到 1040 K 以上, 通过高温下的再凝聚产生结晶结构。目前, 对于硅酸盐如何在 AGB 星的外流中获得足够的能量从无定形态转化到结晶态, 尚没有很好的解释, 要更好地理解这个过程, 需要深入研究 AGB 星星周环境。

针对硅酸盐的转化, Gail 等人^[4] 曾对原恒星盘中无定形硅酸盐的结晶化进行了理论计算, 在他们的模型中, 无定形硅酸盐会在恒星盘类似吸积的过程中被运送到温度较高的内部区域, 而在这一区域中无定形硅酸盐将经历退火过程, 晶格重新排列并结晶化, 最终通过恒星盘的疏浚作用输运到外围区域。他们在模型中引入了一个类似于化学置换反应的置换过程, 用 Mg^{2+} 离子将无定形硅酸盐中的 Fe^{2+} 离子置换出来, 这一理论可以解释结晶硅酸盐中贫 Fe 的问题。他们^[63, 79] 在后续的工作中讨论了晚期富氧恒星中结晶硅酸盐的形成以及生长, 可以大体上解释在有盘恒星中无定形硅酸盐的结晶化问题; 但他们也指出该模型存在一些问题, 如没有实验室数据的支持, 不能确定在模型计算中引入的粘滞系数等参数是否合理。Molster 等人^[80] 则认为在演化晚期恒星中径向的物质流动不太可能实现, 毕竟演化晚期恒星的星周盘不是吸积盘, 应该不存在很强的径向物质交换过程, 而硅酸盐在星周盘的外层低温区域不太可能通过退火形成结晶硅酸盐, 所以他们认为应该是某种非热力学过程导致某些尘埃的结晶化 (可能是光照, 也可能是某些机械能过程), 结晶化的尘埃释放的热量, 在光学厚并且湍动的尘埃中, 可能会形成类似于太阳系中陨石球粒的小尘埃颗粒, 而这些尘埃颗粒不仅自身运动并且与其他尘埃颗粒碰撞, 导致了尘埃颗粒的熔化并最终形成结晶化的硅酸盐。另外, Kimura 等人^[81, 82] 为无定形硅酸盐到结晶硅酸盐的转化提出了一个比较特别的模型, 他们认为在有硅酸盐特征的碳星中对于金属离子主要是 Mg 元素的无定形硅酸盐, 电子流的照射 (electron-beam irradiation) 可以为结晶化提供可能 (电子流能量: 100 KeV), 而碳星中存在的 CH_4 将附着在无定形硅酸盐的表面, 并加速这一过程。这一理论可以用来解释低温下结晶硅酸盐的形成, 尤其是碳星中的结晶硅酸盐; 但显然这一过程需要非常特殊的条件, 尚未从观测结果得到证实。

Tielens 等人^[83] 就结晶硅酸盐的无定形化进行了讨论, 在他们的模型中首先形成结晶硅酸盐, 然后 Fe^{2+} 离子在 800 K 左右的温度进入其中, 并破坏结晶硅酸盐的晶格结构, 形成

无定形硅酸盐；但这一转化（结晶硅酸盐特征随结晶硅酸盐晶格的破坏而迅速减少）仍没有观测上的支持。Simis^[84]则认为硅酸盐尘埃和气体粒子（如氢原子）的相对速度达到 30 km/s 时，通过与气体分子的撞击可以破坏结晶硅酸盐的晶格结构，并被加热到较高的温度从而熔化甚至蒸发，最终形成无定形硅酸盐；但这一理论无法解释无定形硅酸盐和结晶硅酸盐在光学性质和元素成分（结晶硅酸盐中 Fe 元素含量几乎为 0）上存在的差异。

4.3 金属丰度的影响

Jones 等人^[50]通过对 217 个富氧型晚期恒星进行研究发现，恒星的金属丰度在硅酸盐的形成中也起到很重要的作用；他们认为，富氧恒星中形成的分子能否最终凝结为尘埃要受到一些并不能在恒星中产生的重金属元素的影响。对于具有和太阳类似的金属丰度的富氧晚期恒星，在其星风中最早凝结的应该是富含 Al 或者 Ca 的尘埃，凝结温度约为 1400 K^[4, 85]，而 Mg 和 Si 等成分将通过与之平行的路线于 1050 K 左右由气态的 Mg_2SiO_4 凝结为尘埃成分，之后 $MgSiO_3$ 将通过 Mg_2SiO_4 与 SiO_2 反应生成。虽然在富氧 AGB 恒星中和富氧超巨星中会稍有区别，但最终都将形成富含 Mg 元素的硅酸盐尘埃。另外，他们在对类太阳金属丰度晚期富氧恒星中结晶硅酸盐的成分进行分析后认为，结晶硅酸盐中 Mg_2SiO_4 和 $MgSiO_3$ 成分之间的比例也会受到恒星金属丰度的影响，一般情况下 Mg_2SiO_4 成分的结晶硅酸盐含量较多；但当金属丰度降低时， $MgSiO_3$ 硅酸盐将增多，因为 $MgSiO_3$ 对 Mg 元素和 O 元素的含量要求较低（1 个 Si 原子结合 1 个 Mg 原子和 3 个 O 原子，而对于 Mg_2SiO_4 则是 1 个 Si 原子结合 2 个 Mg 原子和 4 个 O 原子），参见图 6。

5 总 结

星周硅酸盐的研究起始于 20 世纪 60 年代，随着观测手段的不断进步，人们对硅酸盐的认识也在不断深入。由于 1995 年发射的 ISO 在红外波段观测范围较宽并且精度较高，我们确认了结晶硅酸盐的存在，后续的观测则证实结晶硅酸盐在宇宙中是普遍存在的，并且随着观测结果越来越多，人们对硅酸盐尤其是结晶硅酸盐的认识也更进一步。但依然存在着许多尚未解决的谜团：(1) 硅酸盐可以从气态直接凝结出结晶硅酸盐，但直接凝结的结晶硅酸盐含量远远达不到观测的结晶硅酸盐含量，所以认为部分结晶硅酸盐可能是由无定形硅酸盐结晶化得到的，但无定形硅酸盐的结晶化无法完美解释结晶硅酸盐中 Fe 元素含量远远低于无定形硅酸盐的观测现象；(2) 硅酸盐的结晶度在主序前恒星中以及演化晚期恒星尤其是 AGB 和 post-AGB 星中的含量都很高（10%~15%），但是在星际介质中的含量却很低（小于 5%），说明结晶硅酸盐被从 AGB 和 post-AGB 星中抛离后在星际空间中很可能存在一个尚不明确的演化过程；(3) 硅酸盐在不同类型恒星中的结晶度差别很大，如在大部分 AGB 星中结晶度约在 10%~15% 之间，而在某些处在双星系统的演化晚期恒星中其硅酸盐结晶度甚至会高于 50%，遗憾的是，目前我们对于造成结晶度差异的原因并不清楚。以上这些问题目前尚没有确定可靠并且为人们普遍接受的理论模型，天文学家提出了多种猜想但仍然需要观测数据予以进一步证实。

致谢

感谢李爱根教授和胡景耀老师以及审稿人员的建设性建议和指正。

参考文献:

- [1] 张可, 姜碧涛. 中国科学, 2008, 38: 1414
- [2] 李墨萍, 赵刚, 李爱根. 天文学进展, 2007, 25: 132
- [3] Henning T. ARA&A, 2010, 48: 21
- [4] Gail H -P, Sedlmayr E. A&A, 1999, 347: 594
- [5] Gilman R. C. ApJ, 1969, 155: L185
- [6] Klein C, Hurlbut Jr C S. Manual of Mineralogy(after James D. Dana), 21st ed. Michigan: John Wiley&Sons. 1993: 6
- [7] Kamijo F. PASJ, 1963, 15: 440
- [8] Woolf N J, Ney E P. ApJ, 1969, 155: L181
- [9] Treffers R, Cohen M. ApJ, 1974, 185: 545
- [10] Jones T W, Merrill K M. ApJ, 1976, 209: 509
- [11] Bedijn P J. A&A, 1987, 186: 136
- [12] Suh K W. MNRAS, 1999, 304: 415
- [13] Olnon F M, Raimond E, Neugebauer G, et al. A&AS, 1986, 65: 607
- [14] Dorschner J, Begemann B, Henning T, Jäger C, Mutschke H. A&A, 1995, 300: 503
- [15] Molster F J, Kemper C. Space Science Reviews, 2005, 119: 3
- [16] Knacke R F, et al. ApJ, 1993, 418: 440
- [17] Fajardo-Acosta S B, Knacke R F. A&A, 1995, 295: 767
- [18] Mackinnon I D R, Rietmeijer F J M. Reviews of Geophysics. 1987, 25: 1527
- [19] Hu J Y, The P S, de Winter D. A&A, 1989, 208: 213
- [20] 胡景耀, 周旭. 天体物理学报, 1990, 10:154
- [21] Waters L B F M, Molster F J, de Jong T, et al. A&A, 1996, 315: 361
- [22] Sylvester R J, Kemper F, Barlow M J, et al. A&A, 1999, 352: 587
- [23] Koike C, Shibai H, Tuchiyama A. MNRAS, 1993, 264: 654
- [24] Molster F J, Waters L B F M, Tielens A G G M. A&A, 2002, 382: 184
- [25] Molster F J, Waters L B F M, Tielens A G G M, Barlow M J. A&A, 2002, 382: 222
- [26] Molster F J, Waters L B F M, Tielens A G G M, Koike C, Chihara H. A&A, 2002, 382: 241
- [27] Campins H, Ryan E V. ApJ, 1989, 341: 1059
- [28] Knacke R F, Fajardo-Acosta S B, Telesco C M, et al. ApJ, 1993, 418: 440
- [29] Li A, Greenberg J M. A&A 1998, 331: 291
- [30] Song I, Zuckerman B, Weinberger A J, et al. Nature, 2005, 436: 363
- [31] Markwick-Kemper F, Gallagher S C, Hines D C, Bouwman J. ApJ, 2007, 668: L107
- [32] Spoon H W W, Tielens A G G M, Armus L, et al. ApJ, 2006, 638: 759
- [33] Aller M C, Kulkarni V P, York D G, et al. ApJ, 2012, 748: 19
- [34] Zolensky M E, et al. in Lunar and Planetary Inst. Technical Report, 2008, 39: 1676
- [35] Kastner J H, Buchanan C L, Sargent B, Forrest W J. ApJ, 2006, 638: L29
- [36] Sloan G C, Devost D, Bernard-Salas J, et al. ApJ, 2006, 638: 472
- [37] Sloan G C, Kraemer K E, Wood P R, et al. ApJ, 2008, 686: 1056
- [38] Zijlstra A A, Matsuura M, Wood P R, et al. MNRAS, 2006, 370: 1961
- [39] Voors R H M, Waters L B F M, Morris P W, et al. A&A, 1999, 341: L67
- [40] Kemper F, Friend W J, Tielens A G G M. ApJ, 2005, 633: 534

- [41] Li A, Draine B T. *ApJ*, 2001, 550: L213
- [42] Li M P, Zhao G, Li A. *MNRAS*, 2007, 382: L26
- [43] Demyk K, Carrez Ph, Leroux H, et al. *A&A*, 2001, 368: L38
- [44] de Vries B L, Klotz D, Lombaert R, et al. *ASPC*, 2011, 445: 621
- [45] Habing H J, Olofsson H. *Astronomy and astrophysics library*, Berlin: Springer, 2003: 6
- [46] Hoefner S, Jorgensen U G, Loidl R, Aringer B. *A&A*, 1998, 340: 497
- [47] Gehrz R D, Woolf N J. *ApJ*, 1971, 165: 285
- [48] Bowen G H, Willson L A. *ApJL*, 1991, 375: L53
- [49] Norris B R M, Tuthill P G, Ireland, M J, et al. *Nature*, 2012, 484: 220
- [50] Jones O C, Kemper F, Sargent B A, et al. *MNRAS*, 2012, 427: 3209
- [51] Omont A, Lucas R, Morris M, Guilloteau S. *A&A*, 1993, 2667: 4900
- [52] Jiang B W, Zhang K, Li A, Lisse C M. *ApJ*, 2013, 765: 72
- [53] Keller L P, Lairetta D S. *Science*, 2005, 309: 737
- [54] Kemper F, Vriend W J, Tielens A G G M. *ApJ*, 2004, 609: 826
- [80] Molster F J, Waters L B F M, Trams N R, et al. *A&A*, 1999, 350: 163
- [56] Olofsson J, Juhász A, Henning Th, et al. *A&A*, 2012, 542: A90
- [57] Koike C, Chihara H, Tsuchiyama A, et al. *A&A*, 2003, 399: 1101
- [58] Sturm B, Bouwman J, Henning Th, et al. *A&A*, 2013, 553: 5
- [59] Blommaert J A D L, de Vries B L, Waters L B F M, et al. <http://arxiv.org/pdf/1403.6335v1.pdf>, *astro-ph/1403.6335*, 2014
- [60] Jaeger C, Molster F J, Dorschner J, et al. *A&A*, 1998, 339: 904
- [61] Edvardsson B, Andersen J, Gustafsson B, et al. *A&A*, 1993, 275: 101
- [62] Chen Y Q, Nissen P E, Zhao G, et al. *A&AS*, 2000, 141: 491
- [63] Ferrarotti A S, Gail H -P. *A&A*, 2001, 371: 133
- [64] Gielen C, Bouwman J, van Winckel H, et al. *A&A*, 2011, 533: 99
- [65] Kemper F J, Waters L B F M, de Koter A, Tielens A G G M. *A&A*, 2001, 369: 132
- [66] Ossenkopf V, Henning Th, Mathis J S. *A&A*, 1992, 261: 567
- [67] Gomez (née Morgan) H L, Haley L, Dunne L, et al. *MNRAS*, 2005, 361: 1012
- [68] Juhász A, Bouwman J, Henning Th, et al. *ApJ*, 2010, 721: 431
- [69] Min M, Hovenier J W, de Koter A. *A&A*, 2005, 432: 909
- [70] Gielen C, van Winckel H, Min M, et al. *A&A*, 2008, 490: 725
- [71] Molster F J, Yamamura I, Waters L B F, et al. *A&A*, 2001, 366: 923
- [72] Sogawa H, Kozasa T. *ApJ*, 1999, 516: L33
- [73] Tielens A G G M. *ApJ*, 1998, 499: 267
- [74] Bernatowicz T J, Cowsik R, Gibbons P C, et al. *ApJ*, 1996, 472: 760
- [75] Chang C, Patzer A B C, Sedlmayr E, et al. *Eur. Phys. J. D*, 1998, 2: 57
- [76] Hallenbeck S L, Nuth J A, Daukantas P L. *Icarus*, 1998, 131: 198
- [77] Fabian D, Jäger C, Henning Th, Dorschner J, Mutschke H. *A&A*, 2000, 364: 282
- [78] Speck A K, Whittington A G, Hofmeister A M. *ApJ*, 2011, 740: 93
- [79] Gail H -P, Ferrarotti A S. *A&A*, 1999, 347: 594
- [80] Molster F J, Yamamura I, Waters L B F M, et al. *Nature*, 1999, 401: 563
- [81] Kimura Y, Sasaki S, Suzuki H, et al. *ApJ*, 2008, 684: 1496
- [82] Kimura Y, Miyazaki Yu, Kumamoto A, Saito M, Kaito C. *ApJ*, 2008, 680: L89
- [83] Tielens A G G M, Waters L B F M, Molster F J, Justtanont K. *Ap&SS*, 1997, 255: 415
- [84] Simis Y J W. PhD thesis, The Netherlands. Leiden Observatory, 2001: 3
- [85] Lodders K, Fegley B Jr. *Asymptotic Giant Branch Stars*, 1999, 191: 279

Crystalline Silicates in Evolved Stars

LIU Jia-ming, JIANG Bi-wei

(Department of Astronomy, Beijing Normal University, Beijing 100875, China)

Abstract: Silicate is the most abundant cosmic dust which may present in two forms: amorphous and crystalline. Due to the difference in structure, the two types of silicate dust can be distinguished from their spectral features in the infrared. The amorphous silicate dust was discovered early in 1960s by their smooth and broad features at 10 and 18 micron. In particular, the all-sky survey by InfraRed Astronomical Satellite/Low Resolution Spectrometer revealed the popularity of amorphous silicate dust in the circumstellar envelope of evolved stars such as AGB and post-AGB stars. Meanwhile, the crystalline silicate outside the solar system was not definitely identified until the successful observation in the even longer wavelength range by the high resolution spectrometers board on the Infrared Space Observatory. It was found that the crystalline silicate dust emits a series of narrow and sharp features spanning the infrared spectrum from 10 to 70 micron, with the most prominent features being the complexes around 10, 18, 23, 28, 33, 40 and 60 micron. These features are detected in various scales, from our solar system objects to distant galaxies, including comets, the pre-planetary disk around Herbig Ae/Be and T Tauri stars, the debris disk of main-sequence stars, circumstellar envelop around evolved stars, ultra-luminous infrared galaxies, and even quasars. On the other hand, there has been no clear detection of crystalline silicate in the interstellar medium of the Milky Way galaxy, which addresses a question how the crystalline silicate dust evolves in the interstellar medium.

The crystalline silicate dust is detected in every phase of late stellar evolution, i.e., red giants, AGB stars, post-AGB stars, planetary nebulae at the low-mass end, and red supergiants, luminous blue variables, supernova remnants at the high-mass end. The characteristics (such as peak wavelength and FWHM) of the spectral features (in particular the features at 33.6 and 69 microns) in the evolved stars indicate that the crystalline silicates are magnesium-rich, rather than iron-rich in the case of amorphous silicates. It means that forsterite and enstatite are the main components of the crystalline silicates in evolved stars. The modelling of the spectral energy distribution reveals that the crystalline silicates may have bigger average size than the amorphous ones. In general, the degree of crystallinity is not high, usually around 10%—15%, although very high degrees up to > 80% are also reported. What determines the degree of crystallinity is not clear yet, while mass loss rate has long been suggested as an important factor and metallicity could be another factor. The

degree of crystallinity may be related to the mechanism of the formation of the crystalline silicate. A direct condensation of gas particles can form crystalline silicates as demonstrated by the grain formation theory. This mechanism has the problem to explain some of the observed high abundance of crystalline silicate. The other proposed mechanism is the so-called annealing, i.e. the amorphous silicate dust is heated to a high enough temperature and re-condense to form crystalline silicate. This model has the problem to explain the transformation from iron-rich amorphous form to magnesium-rich crystalline form so that additional replacement reaction needs to be induced.

With the abundant detection of crystalline silicate dust in the evolved stars, astronomers have learned much about the properties of the dust. There are still some important questions to be answered: (1) what determines the degree of crystallinity? (2) how are the crystalline silicate grains formed? (3) why is there little crystalline silicate dust in the interstellar medium? We look forward to the answers with further investigations.

Key words: evolved stars; dust; silicates; crystalline silicates