

文章编号: 1000-8349(2006)03-0260-17

星际尘埃研究现状与进展

李墨萍¹, 赵刚¹, 李爱根^{1,2,3}

(1. 中国科学院 国家天文台, 北京 100012; 2. 中国科学院 紫金山天文台, 南京 210008; 3. 美国密苏里大学物理和天文学系, 哥伦比亚, 密苏里 65211)

摘要: 由于星际尘埃的广泛存在和其在恒星与行星系统的形成、星系以及整个宇宙演化中的重要作用, 星际尘埃的研究成为当今天体物理领域的热点前沿课题。该文从尘埃与电磁场相互作用的观测证据出发, 系统地介绍了星际消光 (包括吸收和散射)、星际红外辐射、星际偏振等的研究现状, 讨论了星际元素减损, 以及行星际尘埃和陨石中的前太阳尘埃等问题。从相应的观测证据中, 可以得到关于星际尘埃的丰度、化学组成、尺寸和形状的信息。该文还对当前比较流行的三种尘埃模型 (硅酸盐-石墨-PAHs 模型、硅酸盐核-碳有机耐熔质壳层模型和多孔尘埃模型) 进行了讨论与比较, 对该研究领域待解决的问题也作了简要的概括。

关键词: 天体物理学; 星际尘埃; 综述; 星际消光; 星际发射; 星际偏振; 星际元素减损

中图分类号: P155.2; P185.9 **文献标识码:** A

1 引言

在银河系和河外星系的恒星之间并不是空无一物的真空, 而是充满了气体和微小的固体颗粒即星际尘埃。尘埃存在于广泛的天体物理环境中: 从冷的红巨星的星周包层到超新星的喷出物; 从弥散星际云、恒星形成区到年轻恒星周围的原行星盘和绕主序星的碎片盘; 从彗星、行星际空间到遥远的星系和类星体。我们可以毫不夸张地说, 尘埃在宇宙中无处不在。

星际尘埃在星系演化、恒星与行星系统的形成, 乃至生命的起源中都起着重要作用。它与电磁辐射场相互作用, 吸收、散射、发射和偏振星光; 在恒星演化晚期, 通过红巨星星风质量损失和超新星爆发的方式影响恒星的质量流失; 是恒星与行星系统形成的重要参与者; 它的表面为氢分子、其他简单分子和导致生命起源的复杂有机分子提供形成场所; 影响星际气体的热动力学过程, 是星际气体的光电加热源; 它吸收短波段的能量, 在红外波段发射, 决定了尘埃系统 (原恒星、年轻恒星天体、演化晚期恒星和星系) 的能谱分布。虽然星际尘埃的质量仅占银河系星际介质 (气体和尘埃) 总质量的 1%, 但宇宙中电磁辐射总能量至少有 30% 是由星际尘埃发射的。

收稿日期: 2005-08-31; 修回日期: 2006-04-06

基金项目: 国家自然科学基金重点项目 (10433010) 资助课题

在银河系漫长的演化过程中，尘粒会经历无数次从弥散星际云到恒星形成，最后又回到弥散星际云的循环演化。如图 1 所示，弥散星际云坍缩产生密度和温度都较高的致密星际云，最后形成恒星。新形成的恒星经历一系列的演化，以超新星爆发或红巨星质量流失的方式又将大部分质量抛回弥散星际云。

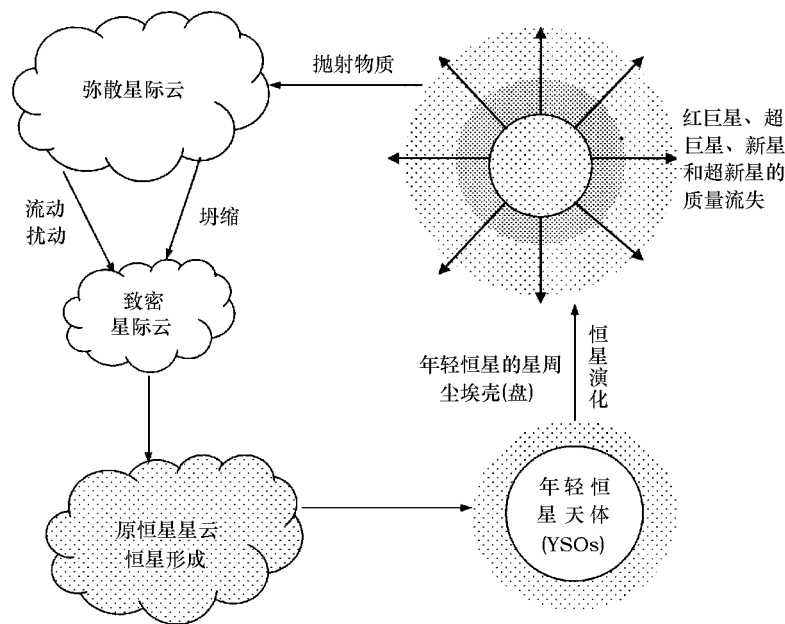


图 1 星际尘埃循环演化的示意图。

弥散星际云坍缩形成致密星际云，最后形成恒星。恒星经历一系列演化离开主序后，尘埃随着红巨星和超巨星的喷流质量流失或者新星和超新星爆发的方式又回到星际介质。

1930 年， Trumpler^[1] 利用银盘上星光的吸收和红化观测数据，第一次明确地证实了星际尘埃的存在。这个在星际尘埃研究历史上具有划时代意义的重要发现开拓了现代星际尘埃研究之路。1936 年 Rundnick^[2] 用“对方法” (pair method) 首次测得了光学波段的星际消光律 (星际消光随波长的分布)。1953 年 Morgan 等人^[3] 估计了一般消光与选择消光之比 $R_V = A_V/E(B - V) = 3.0 \pm 0.2$ 。Stecher (1965)^[4] 探测到 2175 Å 消光驼峰，Stecher 和 Donn (1965)^[5] 认为它是石墨颗粒的特征线。到 1973 年，在 $0.2 \mu\text{m}^{-1}$ 到 $10 \mu\text{m}^{-1}$ 范围的消光曲线被确定下来。1989 年 Cardelli 等人^[6] 提出光学 / 紫外消光曲线可以用只含有唯一参数的解析公式近似，这个唯一的参数就是一般消光与选择消光之比 R_V ，且不同的区域 R_V 会有不同。Burstein 和 Heiles (1982)^[7] 用 HI / 星系计数 (HI/GC) 方法得到银河系红化图，他们的结果再次验证了在银极方向的红化很小，北银极的红化 $E(B - V)$ 约为 0.01 mag，南银极为 0.01~0.02 mag。1998 年，Schlegel 等人^[8] 综合 COBE/DIRBE 和 /ISSA 数据得到全天范围 $100 \mu\text{m}$ 尘埃红外发射图像，它可以转化为尘埃柱密度分布图，从而可以估计银河系消光。他们的结果在低等到中等红化区域的精度是 Burstein 和 Heiles 红化图^[7] 的两倍，在高红化区域精度也有显著提高。通过这两项重要的工作，人们可以较为准确地估计银河系各视线方向的

消光。星际散射首先由 van Rhijin(1921)^[9] 探测到, 随后被 Henyey 和 Greenstein^[10] 证认为小尘埃颗粒的作用。他们还发现星际尘埃主要向前散射, 反照率 (albedo) 很高。20 世纪 40 年代末, Hall^[11] 和 Hilltner^[12] 分别独立地发现星际偏振。一般认为这是在银河系磁场的作用下, 非球状颗粒排成阵列, 使星际消光各向异性, 导致远处恒星的光产生偏振。1957 年 van de Hulst^[13] 从理论角度预言圆偏振的存在, 1972 年 Martin 等人^[14] 在蟹状星云的视线方向上首次探测到圆偏振。经过 75 年的不懈努力, 随着观测技术的进步、实验室测量的发展和对固体微粒的物理化学性质认识的提高, 人们对尘埃的理解越来越清晰和深刻。

本文第二节详细给出星际尘埃与电磁场相互作用的观测证据, 讨论消光、散射、星际红外辐射、星际偏振和星际元素减损, 并给出从观测资料可以得到的关于尘埃丰度、尺寸、化学组成和形状的重要信息; 第三节介绍三类当前普遍引用且相对完善的尘埃理论模型。最后, 指出这一领域当前存在的问题和对将来星际尘埃研究课题的展望。

2 星际尘埃的观测证据

目前我们对星际尘埃化学组成、尺寸和形状等的认识主要依赖于它与周围辐射场的相互作用的观测。其中星际消光、星际发射和星际偏振属于直接证据; 星际化学元素减损属于间接证据。这些重要的观测证据为研究尘埃的物理特征提供了限制条件。下面分别介绍一些重要的观测和主要的光谱特征线(带)。

2.1 星际消光

消光是吸收和散射效应的总和, 这两种过程都能减弱平行光束。位于地球(观测者)和远处恒星之间的尘埃会吸收和散射星光, 其吸收的能量在红外和远红外波段再辐射, 散射造成星光的弥漫。人们通常用“对方法”来确定星际消光随波长的分布(“星际消光曲线”)。若一颗星与地球之间几乎没有尘埃, 消光可以忽略不计, 而另一颗光谱型相同的星则红化效应显著, 假设尘埃消光在极大波长处为零, 比较两颗星的光谱, 我们则得到消光 $A_\lambda \equiv 2.5 \lg(F_\lambda^0/F_\lambda)$, 其中 F_λ^0 是没有消光时恒星发射到地球上的辐射流量, F_λ 是观测到的辐射流量。“对方法”可以较准确地确定消光, 它被广泛用于消光曲线测量。

图 2^[15] 画出了几条典型的消光曲线: 从近红外到近紫外消光逐渐升高, 在 $\lambda^{-1} \approx 4.6 \mu\text{m}^{-1}$ ($\lambda \approx 2175 \text{ \AA}$) 处有一个较宽的吸收特征, 之后直至远紫外 $\lambda^{-1} \approx 10 \mu\text{m}^{-1}$, 消光以较陡峭的斜率很快增加。从消光曲线可以得到星际尘埃尺寸和组成的信息。这是因为当波长与尘埃尺寸大致相当 ($\lambda \approx 2\pi a$) 时, 尘埃的吸收和散射效率最高。因此, 星际尘埃中一定存在两类尺寸的颗粒: 大尘粒 ($a \geq (\lambda/2\pi \approx 0.1 \mu\text{m})$), 它能解释可见光波段的消光; 极小的尘粒 ($a \leq (\lambda/2\pi \approx 0.016 \mu\text{m})$) 则可解释远紫外 ($\lambda \approx 0.1 \mu\text{m}$) 的消光^[13]。因为从光学波段到远紫外波段, 消光曲线以很陡峭的斜率上升, 说明星际尘埃中含有很大数量的小尺寸尘粒。光学 / 紫外消光曲线随区域变化, 表明在不同视线方向尘埃具有不同的尺寸分布和化学组成。

光学 / 紫外的消光曲线可用只含有一个自由参量的解析公式近似, 自由参量 $R_V \equiv A_V/E(B-V)$ 是总消光与选择消光之比^[6]。不同的视线方向, R_V 会有所不同, 一般 $2.1 < R_V < 5.6$ ^[17,18]。对银河系弥散星际介质, R_V 的典型值为 3.1, 即银河系的平均消光。一般来说, 介质越密, R_V 越大, 远紫外消光曲线斜率越小; 介质越疏散, R_V 越小, 消光曲线越

陡峭。近红外 ($0.9\mu\text{m} \leq \lambda \leq 3.5\mu\text{m}$) 的消光曲线可用幂律公式 $A_\lambda \propto \lambda^{-1.7}$ 描述, 它与视线方向的环境关系不大^[15]。

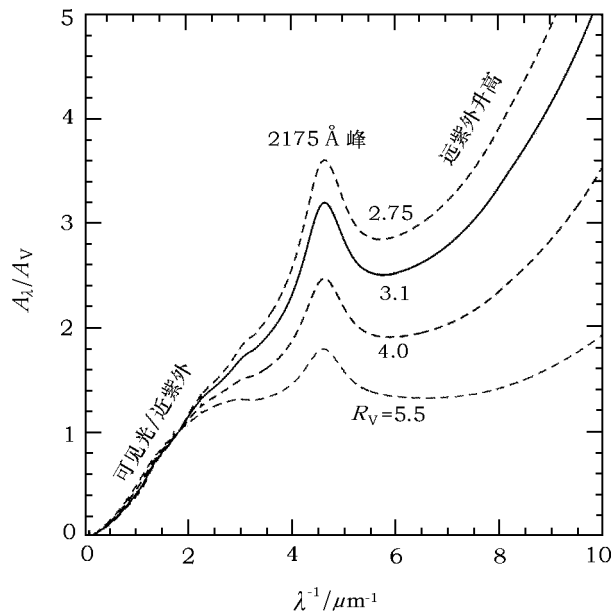


图 2 星际消光曲线^[15]

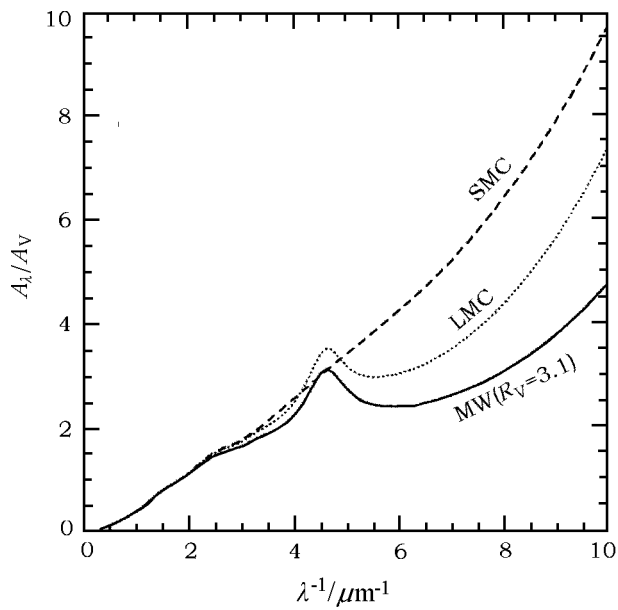


图 3 银河系 (MW)、大麦哲伦云 (LMC) 和小麦哲伦云 (SMC) 的消光曲线^[15]

对于其他星系中的星际消光规律, 我们了解最清楚的当数大小麦哲伦云。图 3^[15] 画出银河系、大麦哲伦云和小麦哲伦云的消光曲线。在小麦哲伦云中, 大多数视线方向上的消光曲线没有或只有极弱的 2175Å 峰^[19,20], 随 λ^{-1} 近似线性地陡峭增加。小麦哲伦云中的尘粒比银河系弥散星际介质的尘粒小, 这可能是由于小麦哲伦云中的极端天体物理环境导致尘粒破坏率高, 或由于其金属丰度低导致尘粒的形成率低。在大麦哲伦云中, 消光曲线有较弱的 2175Å 峰和较陡的紫外升高趋势^[21,22]。

2.2 星际偏振

非球状尘粒在电磁场中由于某种机制形成定向排列, 使得消光在某些方向 (如 B_{\parallel} 和 B_{\perp}) 各向异性, 导致远处恒星发射的星光产生偏振。通常被红化的星光是线性偏振的, 偏振度 $P(\lambda)$ 是波长的函数, 它随波长变化的趋势如图 4 所示: 从红外波段开始逐渐升高, 在光学波段达到极大值 P_{\max} , 然后逐渐减小直至紫外波段。光学 / 紫外的偏振曲线可以用含有三个参量的经验公式 Serkowski 律描述^[23]:

$$P_{\lambda}/P_{\max} = \exp[-K \ln^2(\lambda/\lambda_{\max})],$$

λ_{\max} 是偏振达到极大值 P_{\max} 时的波长 (以 μm 为单位); K 是宽度参数, 在弥散星云的视线上典型值是 $\lambda_{\max} \approx 0.55 \mu\text{m}$, $K = 1.66\lambda_{\max} + 0.01$ (K 是无量纲量)。 λ_{\max} 随视线方向的变化而变化, 与 R_V 有相关性: $R_V \approx (5.6 \pm 0.3)\lambda_{\max}$ ^[15]。 λ_{\max} 较大的视线方向上有较多的大尺寸尘粒, 且消光曲线的 R_V 较大。Serkowski 律可以极好地拟合光学与紫外波长范围的偏振曲线。

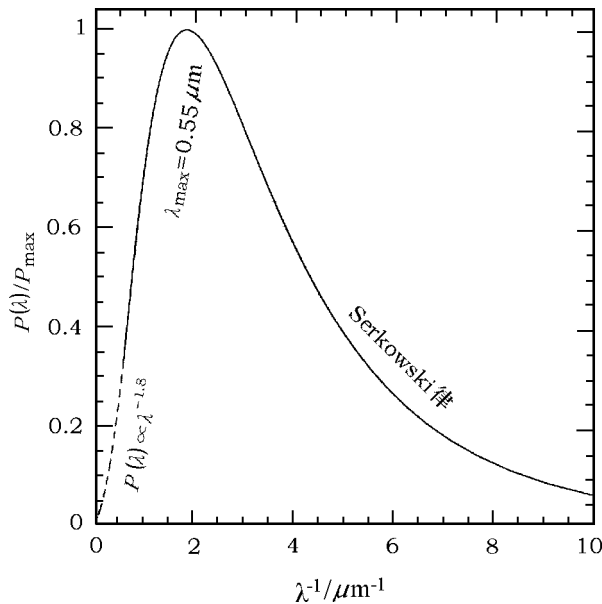


图 4 星际偏振曲线^[15]

可见 / 紫外波段用 Serkowski 律拟合, 近红外由幂律关系 $P(\lambda) \propto \lambda^{-\beta}$ ($\beta \approx 1.8$) 拟合。

从图 4 的光学 / 紫外偏振曲线我们可以推断: (1) 至少部分星际尘埃是非球状粒子, 且

由于某种物理过程定向排列; (2) 因为当波长与尘粒尺寸相当时偏振最强, 定向排列的尘埃在 $\lambda \approx 5500 \text{ \AA}$ 处达到极大值, 因此排列的尘埃的典型尺寸为 $a \approx \lambda/2\pi \approx 0.1 \mu\text{m}$; (3) UV 波段 $P(\lambda)/P_{\text{max}}(\lambda)$ 下降且值很小, 这说明造成 UV 波段消光的极小尺寸尘粒的形状是球状或者没有形成定向排列。

大多数恒星的 2175 \AA 消光特征不显示偏振, 只有两个例外: 在 HD 197770 和 HD 147933-4 的光谱中观测到 2175 \AA 偏振特征^[24], λ_{max} 分别在 $0.51 \mu\text{m}$ 和 $0.68 \mu\text{m}$ 处。在 BN(Becklin-Neugebauer) 天体的红外吸收特征的光谱偏振观测中, $9.7 \mu\text{m}$ 和 $18 \mu\text{m}$ 硅酸盐的吸收特征显示偏振^[26,27]。另外 Adamson 等人 (1999)^[27] 的观测结果显示在银河系中心方向 $3.4 \mu\text{m}$ 碳氢化合物特征无偏振, 且 PAHs 带无偏振。远红外发射特征和冰的吸收特征 ($3.1 \mu\text{m} \text{ H}_2\text{O}$, $4.67 \mu\text{m} \text{ CO}$ 和 $4.62 \mu\text{m} \text{ XCN}^{-1}$) 观测到偏振特征。

幂律关系 $P(\lambda) \propto \lambda^{-\beta}$ 可以拟合近红外 ($1.64 \mu\text{m} < \lambda < 5 \mu\text{m}$) 偏振, 其中 $\beta = 1.8 \pm 0.2$, 与 λ_{max} 无关^[28,29]。

2.3 星际散射

人们最早从反射星云、暗星云和弥漫银河光 (DGL) 发现尘埃对星光的散射作用。尘埃的散射特性 (反照率, albedo, 即散射与消光之比; 相函数) 为了解尘粒的光学特性提供了可能, 使我们能获得有关尘粒尺寸和化学组份的信息, 同时它也提供了检验尘埃理论模型的途径。

近红外和光学波段的反照率很高 (≈ 0.6), 在 2175 \AA 的吸收特征线降至约 0.4 , $\lambda^{-1} \approx 6.6 \mu\text{m}^{-1}$ 附近升高至约 0.8 , 然后在 $\lambda^{-1} \approx 10 \mu\text{m}^{-1}$ 下降至约 0.3 ; 散射非对称因子在 $\lambda^{-1} \approx 1 \mu\text{m}^{-1}$ 到 $\lambda^{-1} \approx 10 \mu\text{m}^{-1}$ 范围内从约 0.6 单调递增至约 0.8 ^[30]。从散射曲线随波长的变化趋势我们可以得出结论: 近红外和光学波段的消光大部分源于散射 (这一区域反照率较高); 2175 \AA 紫外消光峰是吸收线, 没有或极少散射成分; 小尺寸尘粒主要起吸收作用, 散射效应很小 (在紫外区反照率很低)。

星际尘埃在相当小的角度散射 X 射线, 造成 X 射线点源周围环绕着一个被星际尘埃散射的 X 射线晕, 它的强度和形状由有散射作用的尘粒的组成、尺寸、形态和空间分布决定^[31]。测量这个晕可以定性检验星际尘埃模型。X 射线总截面和较差散射截面分别随尺寸的 a^4 和 a^6 规律变化 (a 为尘粒半径), 因此 X 射线点源附近晕的形状和强度可以有效地揭示该视线方向上大尺寸尘粒的数量。

ROSAT(ROentgen SATellite) 观测 Nova Cygni 1992 的 X 射线晕, 得到很好的观测资料。Witt 等人^[32] 通过分析这些资料指出这需要大量半径 a 约为 $0.25 \sim 2 \mu\text{m}$ 的大尺寸尘埃才能解释。这与 Ulysses 和 Galileo 探测得到的结果一致。而 Draine 和 Tan^[33] 发现硅酸盐-石墨-多环芳香烃 (PAHs) 模型可以解释观测到的 X 射线晕。他们所用的尺寸分布是从近红外和远紫外的消光拟合以及红外发射拟合得出来的。

2.4 光谱的消光和偏振特征

尘埃的光谱观测显示光谱存在几个明显的消光和偏振特征, 例如 2175 \AA 紫外消光峰、 $9.7 \mu\text{m}$ 和 $18 \mu\text{m}$ 的红外吸收特征、 $3.4 \mu\text{m}$ 碳氢化合物吸收特征和冰吸收线。从这些消光和偏振特征我们可以得到有关尘埃尺寸、丰度和矿物学组成等方面的信息。

2.4.1 2175 \AA 消光驼峰——最强的消光特征

从图 2 的消光曲线可以明显看出在 $\lambda^{-1} \approx 4.6 \mu\text{m}^{-1}$ ($\lambda \approx 2175 \text{ \AA}$) 处有一个消光驼峰, 它

的强度和宽度随环境改变, 而峰值波长 λ_{\max} 则几乎不变^[34]。半峰全宽 FWHM 的平均值为 $0.992 \mu\text{m}^{-1}$, 变化率是 $\pm 12\%$; 中心波长在 2175 \AA 附近变化率仅为 $\pm 0.46\%$ 。

2175 \AA 消光驼峰是 1965 年由 Stecher^[4] 首先发现, 紧接着 Stecher 和 Donn (1965)^[5] 指出小石墨颗粒可能是产生此吸收峰的物质。后来的研究表明, 虽然石墨是理想的候选体, 但它不能解释半峰全宽随环境改变而中心波长几乎不变的观测事实。多环芳香烃分子 (PAHs) 在 $2000\sim 2500 \text{ \AA}$ 范围有较强的吸收线。因此对于产生 2175 \AA 消光峰的物质, 自 20 世纪 90 年代起人们的视野开始从石墨过渡到 PAH 分子。现在人们普遍接受这类物质是芳香的含碳物质的观点, 它们是类似 PAH 分子的混合物^[35,36]。

这个消光驼峰在大多数视线方向上没有偏振, 仅在两个天体上观测到很弱的 2175 \AA 偏振特征^[24]。 2175 \AA 消光驼峰主要是尘埃的吸收作用造成的, 因为散射光谱显示在 $\lambda \approx 2175 \text{ \AA}$ 处反照率很低 (≈ 0.4 ; 见 2.2 节), 说明产生 2175 \AA 消光峰的物质很小, 尺寸大约在瑞利极限范围 ($\approx 0.01 \mu\text{m}$)。

2.4.2 9.7 μm 和 18 μm 硅酸盐吸收特征 —— 最强的红外吸收特征

在许多视线方向的星际吸收谱中观测到两条很强的红外特征线, 中心波长分别为 $9.7 \mu\text{m}$ 和 $18 \mu\text{m}$ 。到目前为止, 产生这些特征的事物的精确组成和结构还不清楚, 人们一般认为硅酸盐中 Si-O 拉伸振动模式和 O-Si-O 扭曲振动模式产生这两条特征线。另外, 人们仅在冷的富氧恒星 (可能凝聚形成硅酸盐) 的质量喷流 (outflow) 中观测到 $10 \mu\text{m}$ 发射特征, 而在富碳恒星 (氧原子首先与碳原子结合形成 CO, 不能形成硅酸盐) 的外流中却没有观测到。这进一步证实了 $10 \mu\text{m}$ 和 $18 \mu\text{m}$ 星际红外特征由某种硅酸盐产生。

在星际空间中观测到的硅酸盐带较宽且比较光滑 (无子结构), 这说明星际空间的硅酸盐大部分是非结晶结构。实验室测量得出, 结晶硅酸盐具有有序的晶格结构, 在 $9\sim 40 \mu\text{m}$ 较宽的波长范围内有许多尖锐且很窄的特征线 (如 $11.3 \mu\text{m}$ 特征线)。到目前为止, 人们在演化晚期恒星的星周包层、绕年轻恒星 (主序前和主序星) 的尘埃盘、彗星和行星际尘埃中探测到可观数量的结晶硅酸盐。尘埃的循环演化理论认为, 演化晚期恒星通过红巨星、超巨星的星风质量流失或者新星和超新星爆发等方式提供了星际尘埃质量的大部分, 为什么这些结晶硅酸盐进入星际空间后就变成非结晶态呢? 应当承认, 现在人们仍无法解释星际介质中超低结晶硅酸盐含量的观测现象。因为当星际尘埃达到约 1000K 的高温才能形成结晶硅酸盐, 它是研究天体环境中高能过程的探针, 弥散星际介质中结晶硅酸盐含量的研究就显得尤为重要。

Li 和 Draine^[35] 基于红外辐射估计弥散星际介质中尘埃尺寸 $a < 0.1 \mu\text{m}$ 的结晶硅酸盐的质量最多不会超过 5% ; 最近 Kemper^[38] 得出了更为苛刻的条件, 他们通过分析银心方向 Sgr A* 的消光谱, 认为弥散星际介质中结晶硅酸盐的上限为 0.4% 。但必须指出, 许多观测都表明银心方向不仅包括弥散星际云 (diffuse clouds), 也存在许多致密星际云 (dense clouds)。Kemper 等人假设得到的光谱都是弥散星际介质的贡献, 这可能导致 Kemper 等人低估了弥散星际云中结晶硅酸盐含量^[39] (值得指出得是, 他们最近发现在文献 [38] 中有错误, 现已把结晶硅酸盐的质量比上限约上升了 2%)。另一方面, Bowey 和 Adamson (2002)^[40] 通过叠加由 8 种不同种类的结晶硅酸盐组成的混合物的吸收谱, 以很好地拟合沿 Cyg OB2-12 方向的 $10 \mu\text{m}$ 吸收谱形, 因而他们认为星际硅酸盐大部分是结晶态的。但是, 他们的结论似乎不太可能成立, 这可以通过拟合其在其它天区的发射谱验证 —— 除非这 8 种结晶硅酸盐具有相同的温度, 否

则它们发射谱的叠加肯定不能解释普遍观测到的 $10 \mu\text{m}$ 光滑发射谱^[41]。但这 8 种不同化学组分的硅酸盐由于紫外/可见光的吸收能力不同, 在红外的发射也不同, 不太可能具有相同的温度。

星际空间中, Trapezium 区硅酸盐发射谱^[42]的半峰全宽 FWHM $\approx 3.45 \mu\text{m}$, μ Cephei^[43]的半峰全宽 FWHM $\approx 2.3 \mu\text{m}$ 。可见硅酸盐的特性在宇宙中并不是普遍统一的。在充满弥散星际云的视线上, $9.7 \mu\text{m}$ 吸收可以用较窄的 μ Cep 谱形拟合^[44,45]; 而在分子云中, 用较宽的 Trapezium 轮廓拟合较好^[45]。近域(或局域)弥散星际介质中 $9.7 \mu\text{m}$ 硅酸盐吸收特征强度与可见光消光量之比近似为 $\Delta\tau_{9.7\mu\text{m}}/A_V \approx 1/18.5$ 。这个值要求近乎 100% 的太阳丰度的 Si、Fe 和 Mg 凝结在无定型硅酸盐尘粒中。近年来有人提出由于 B 型星很年轻, 它的丰度更能代表宇宙学丰度, 应以 B 型星的丰度作为标准丰度。这样星际元素丰度仅为太阳的 60%~70%。那么, 这么少量的 Si、Fe 和 Mg 原子如何能形成足够量的硅酸盐从而在 $9.7 \mu\text{m}$ 产生如此量的吸收呢? Mathis 指出只有当尘粒是疏松多孔的 (porous), 约含有 $\geq 25\%$ 真空时能用太阳丰度 60%~70% 的 Si、Fe 和 Mg 丰度而产生 $\Delta\tau_{9.7\mu\text{m}}/A_V \approx 1/18.5$ 的 $9.7 \mu\text{m}$ 吸收^[46]。但最近 Li (2005) 的工作对此理论提出了挑战^[47]。Li^[47] 从 Krammers-Kronig 关系出发, 论证了无论多孔尘埃的疏松度 (porosity) 取多大, 若以 B 型星丰度作为参考丰度, 仍不能解释观测到的银河系消光, 这个结论不依赖于尘埃的尺寸和形状。

在一些星际区域观测到 $9.7 \mu\text{m}$ 和 $18 \mu\text{m}$ 硅酸盐吸收谱的偏振特征。观测到的偏振曲线大多光滑, 无子结构, 从而从另一角度证明星际硅酸盐绝大部分是非结晶态的。只有 AFGL 2591(它是年轻恒星天体周围的分子云) 在其 $9.7 \mu\text{m}$ 宽偏振谱上叠加有 $11.2 \mu\text{m}$ 的窄特征线, 通常认为这个 $11.2 \mu\text{m}$ 子带是结晶硅酸盐造成的, 但至今没有明确的理论可以解释这一现象^[48]。

2.4.3 $3.4 \mu\text{m}$ 脂肪族碳氢化合物吸收特征

在银河系弥散星际介质和其他星系中都观测到很宽的 $3.4 \mu\text{m}$ 消光特征^[49]。这条强吸收线由脂肪族(链状)碳氢化合物中 C-H 拉伸模式引起, 但它的确切性质仍无定论。Sandford 等人^[50,51] 认为弥散星际介质中 $3.4 \mu\text{m}$ 吸收特征主要由短的饱和脂肪族链(约占 C 丰度的 4%)产生; Greenberg^[52] 认为这是冰壳层的 UV 光照作用产生的含碳有机物的残余物; 而 Duley^[53] 认为这当归功于含氢的无定形碳(HAC)。

$3.4 \mu\text{m}$ 吸收特征线只在弥散星际介质中被探测到, 在致密分子云中却从未发现。一些天文学家用脱氢过程和氢化过程的竞争来解释^[54,55]。星际脂肪族含氢碳化物尘粒产生在碳星的外流中还是星际介质中, 仍是一个有争议的问题。 $3.4 \mu\text{m}$ 的星际吸收特征与富含碳的行星状星云 CRL 618 的吸收特征极其相似, 由此可以初步推断这种尘粒产生在碳星外流中。然而, 这无法解释弥散星际介质中存在此类尘埃的观测现象。迄今为止还没有观测到这条特征线的偏振^[25]。在相同视线方向上, $9.7 \mu\text{m}$ 硅酸盐特征线和 $3.4 \mu\text{m}$ 碳氢特征线的光谱偏振测量可以用来直接检验硅酸盐核-碳氢化合物壳层尘埃模型^[56]。因为这个模型认为碳氢化合物包在硅酸盐核外面, 如果硅酸盐定向排列, 观测到 $9.7 \mu\text{m}$ 的偏振特征, 那么 $3.4 \mu\text{m}$ 碳氢化合物偏振特征肯定存在^[57]。

2.4.4 冰尘埃吸收线

在穿过致密分子云的视线上经常观测到各种冰的吸收线。最强的是固态水冰(H_2O)的拉伸模式产生的 $3.1 \mu\text{m}$ 吸收线。伴随 $3.1 \mu\text{m}$ 吸收线的还有很多 H_2O 的弱线及 CO 、 NH_3 、

CO、CH₃OH、CH₄ 和其他分子的吸收线 (如图 5 所示)。暗分子云 (通常消光 $A_V > 3 \text{ mag}$) 有包含上述物质的冰包层。冰包层的化学组分与当地环境和它的形成历史有关。

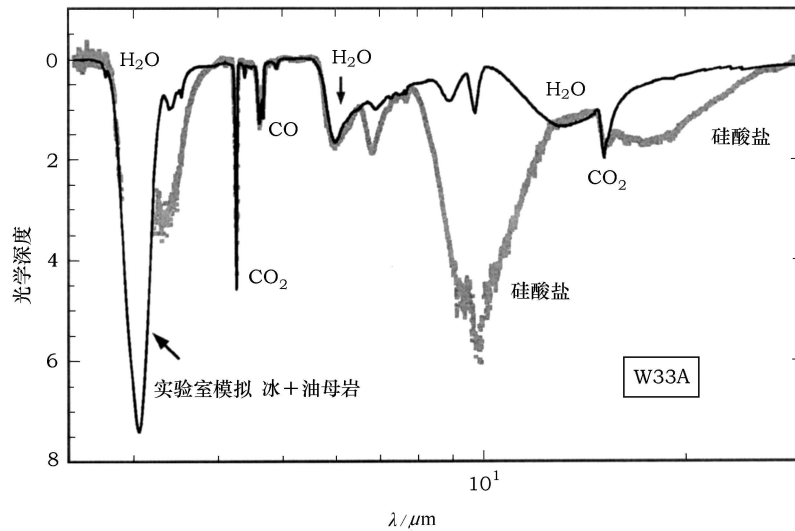


图 5 星际冰尘埃的吸收特征 [58]

2.4.5 弥散星际带

观测到的消光曲线上除了已证认的由原子、离子和小分子产生的较窄的吸收特征线外, 还有许多较宽的吸收特征, 这些较宽的吸收线被称为弥散星际带 (Diffuse Interstellar Bands, DIBs)。它最早是 1922 年由 Heger^[59] 发现, 1934 年 Merrill^[60] 认为它是由星际介质的影响造成的。到目前为止, 人们探测到大约 300 条 DIBs, 它们的半峰全宽均大于 1 \AA 。令人难以置信的是, 80 多年来这么多的弥散星际吸收带居然没有一条得到确认。

高分辨率光谱显示 5797 \AA 和 6614 \AA 弥散星际带的精细结构与包含几十个原子的大分子形成的转动带一致^[61,62]。也有不太可靠的证据表明 9577 \AA 和 9632 \AA 的 DIBs 可能是 C₆₀⁺ 产生的^[63~66]。我们可以推断可能一部分弥散星际带是由大分子或极小尺寸尘粒的吸收产生。为解释红外发射谱, 尘埃中必须包含大量 PAHs 分子 (见 2.6.1), 可以自然地推想这些 PAH 分子也可以产生许多 DIBs。目前, 用实验室测量的气态吸收光谱与观测得到的 DIBs 光谱进行比较显得非常必要, 只有在实验室测定气态吸收特征的精确波长和谱形, 才能准确证认 DIBs。

2.5 延展红端发射: 尘埃的荧光辐射

尘埃的延展红端发射 (Extended Red Emission, ERE) 是星际尘埃在远红端的连续发射。它为研究尘埃的组分提供了重要线索。ERE 由在 5400 \AA 到 9000 \AA 波长范围、平滑的宽发射带组成, 半峰全宽范围为 $600 \text{ \AA} \leq \text{FWHM} \leq 1000 \text{ \AA}$, 峰值波长的范围为 $6100 \sim 8200 \text{ \AA}$ 。峰值波长 λ_p 随着周围环境的改变而不同。

1980 年 Schmidt^[67] 首次 in 红矩形星云 (“Red Rectangle”) 观测到 ERE。后来陆续在许多天体环境包括反射星云、行星状星云、H II 区、银河系弥散星际介质和其他星系中都观测到 ERE^[68]。普遍认为 ERE 是银河系尘埃某种成分的荧光辐射: 尘埃吸收了一个星光光子后,

会发射一个荧光光子, 观测表明光子转化率 η_{PL} 近乎 100%。但产生 ERE 的物质没有得到证认。人们提出多种候选物质, 包括 PAH, HAC 和 Si 纳米粒子等, 但它们大多数或者不能拟合观测到的 ERE 光谱, 或者不能满足高光子转化率的要求, 都存在各自的问题。

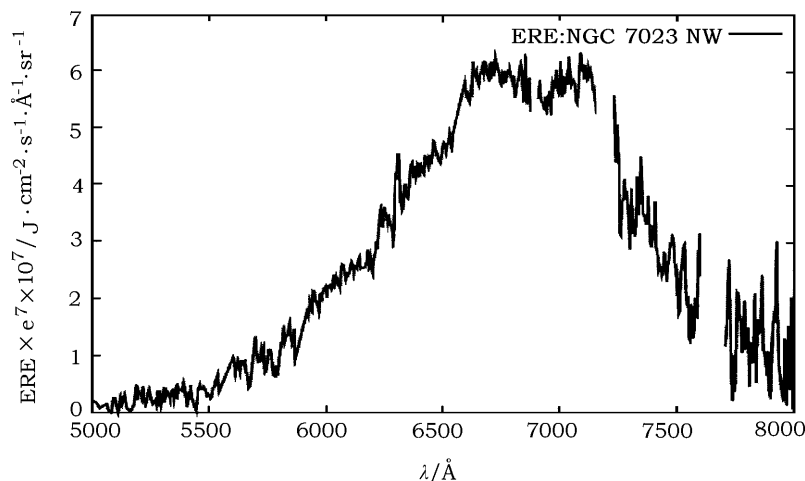


图 6 NGC 7023 NW 的延展红端发射谱 (ERE)^[68]

2.6 光谱的发射特征

2.6.1 3.3, 6.2, 7.7, 8.6 和 11.3 μm “未证认”的红外发射特征

在许多发射星云 (行星状星云、H II 区) 和反射星云中观测到在波长范围 3~15 μm 有很强的发射谱带, 比半径 $a \geq 100\text{\AA}$ 的尘埃在辐射场加热后的热辐射强度强得多。大多数发射集中在 5 个波长: 3.3, 6.2, 7.7, 8.6 和 11.3 μm 。Leger 和 Puget^[69] 与 Allamandola、Tielens 和 Barker^[70] 证认了这些发射线, 认为它们是由下列 PAH 分子的振动模式引起的: C-H 拉伸模式 (3.3 μm); C-C 拉伸模式 (6.2 和 7.7 μm); C-H 平面内扭曲模式 (8.6 μm); C-H 平面外扭曲模式 (11.3 μm)。这些发射特征的相对强度和准确波长取决于 PAH 分子的尺寸和电离态, 而它的电离态由天体环境的星光强度、电子密度和气体温度决定^[71~73]。

包含 45 ppm 左右碳元素的 PAHs 分子被紫外 / 可见光子随机加热 (因为 PAHs 分子尺寸很小, 因而热容很小, 单个光子与其随机碰撞会造成随机加热)^[73], 这大概可以解释银河系弥散星际介质中星际尘埃发射总功率的 20%^[36]。需要说明的是, 不仅 UV 光子可以激发 PAHs, 长波段 (红端和远红端) 光子也可以将 PAHs 加热至高温, 从而使它们在“未证认”的红外 (Unidentified Infrared, UIR) 波段有效地发射能量^[74]。

PAHs 可以被许多物理过程 (包括与中性原子和离子碰撞、等离子体拖拉、光子的吸收和发射等) 激发。这些过程可以使 PAHs 快速转动, 转动速率达到十几 GHz。这些旋转的 PAH 分子的转动的电偶极子发射可以解释观测到的“不规则”微波发射^[75~77]。

另外, 观测上未发现 PAH 发射特征线显示偏振。

在邻近太阳系的星际介质和银心方向观测到 3.3 μm 和 6.2 μm 吸收特征^[78,79]。这 2 条吸收线的强度与 Li 和 Draine 提出的 PAH 模型的预言一致^[36]。

2.6.2 星际尘埃的红外发射

星际尘埃能吸收紫外 / 可见波段星光, 产生红外辐射。银河系弥散星际介质的红外发射光谱已由 IRAS (Infrared Astronomical Satellite) 12, 25, 60 和 $100 \mu\text{m}$ 宽波段的测光、DIRBE-COBE (Diffuse Infrared Background Experiment-Cosmic Background Explore) 2.2, 3.5, 4.9, 12, 25, 60, 100, 140 和 $240 \mu\text{m}$ 宽波段测光、FIRAS-COBE (Far Infrared Absolute Spectrophotometer-Cosmic Background Explore) $110 \mu\text{m} < \lambda < 3000 \mu\text{m}$ 光谱测量观测到。在波长范围 $80 \mu\text{m} \leq \lambda \leq 1000 \mu\text{m}$, 可用峰值 $130 \mu\text{m}$ 左右的黑体谱 $\lambda^{-1.7} B_{\lambda}(T = 19.5 \text{ K})$ 近似表示。但在 $\lambda \leq 60 \mu\text{m}$ 附近需要附加的流量强度远远高于 $T \approx 20 \text{ K}$ 的尘埃在远红外的黑体辐射。另外, IRTS (Infrared Telescope in Space) 和 ISO (Infrared Space Observatory) 的光谱观测也解释了弥散星际介质在 $3.3, 6.2, 7.7, 8.6$ 和 $11.3 \mu\text{m}$ 有很强的辐射, 一般认为它们是 PAHs 的发射谱 (见 2.6.1)。图 7 显示了弥散星际介质红外辐射能谱分布的各种观测结果。

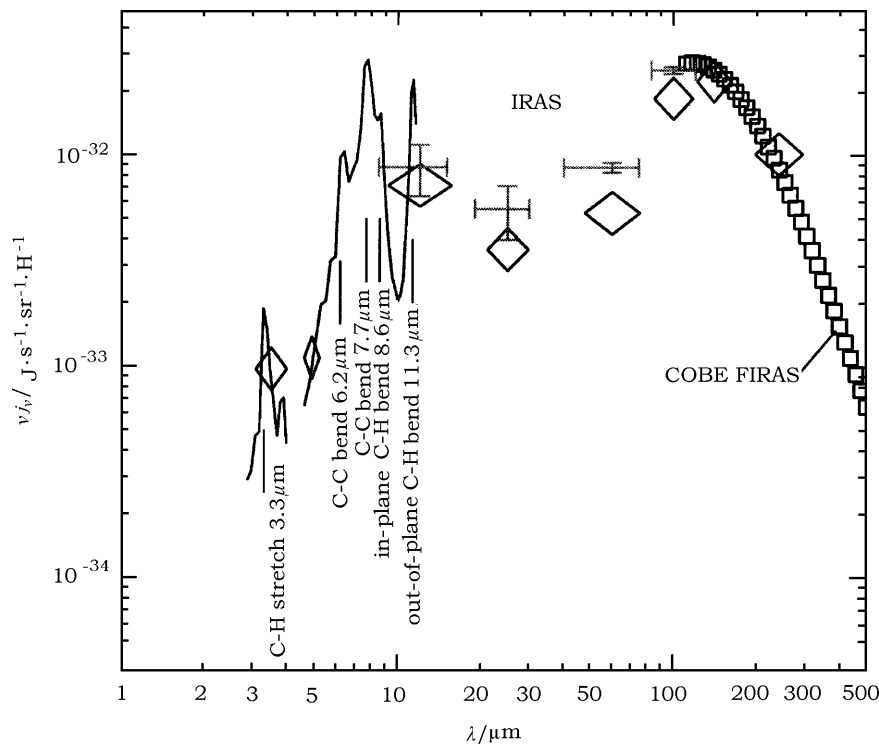


图 7 弥散星际介质中红外辐射能谱分布^[36]

实线 — IRTS; 十字 — IRAS; 菱形 — COBE DIRBE; 正方形 — COBE FIRAS。

$\lambda \geq 60 \mu\text{m}$ 的发射约占总发射功率的 65%。这说明尘埃中存在尺寸 $a > 250 \text{ \AA}$ 的冷尘埃。因为此类尘埃尺寸较大, 它们和周围辐射场达到热平衡, 一般具有 $15 \sim 25 \text{ K}$ 的平衡温度, 然后在波长较长的远红外波段辐射能量, 达到冷却^[36]。

$\lambda \leq 60 \mu\text{m}$ 的发射约占总发射功率的 35%, 这说明尘埃中存在尺寸 $a < 250 \text{ \AA}$ 的热尘埃。由于这些尘埃的尺寸和热容都较小, 如果单个光子与其随机碰撞, 得到的能量足以把这个小

尺寸尘粒加热至很高的温度 ($T \gg 20$ K)。然后在近红外和中红外发射能量, 温度迅速下降, 达到冷却^[16,36]。“热尘埃”的温度会剧烈起伏, 不能与周围辐射场达到热平衡, 因此不存在平衡温度。

2.7 星际化学元素减损

得到银河系中各种元素的相对丰度是了解星际空间化学演化的重要手段。分析低密度星云的紫外吸收谱可以看出许多元素的气态相对丰度 $[X/H]_{\text{gas}}$ 低于太阳丰度值 $[X/H]_{\odot}$ 。如果假设星际丰度 (也称为宇宙丰度或标准丰度) 等于太阳丰度, 那么星际介质中各种元素的缺失是怎么造成的? 这种现象又如何解释? 一般人们认为缺失的原子凝结在固态的星际尘埃中, 即 $[X/H]_{\text{dust}} + [X/H]_{\text{gas}} = [X/H]_{\text{cosmic}}$ 。这被称为星际化学元素减损。Savage & Sembach, (1996)^[80] 利用 HST (Hubble Space Telescope) 的观测结果比较精确地确定了各种星际环境下的气态元素丰度, 而气态丰度的测量为星际尘埃模型提供了间接的信息。星际化学元素减损对理论模型提出了间接的限制条件, 目前所建立的尘埃模型应与星际元素减损的观测一致。

从星际气体中各种元素的减损可以初步推断星际尘埃的化学组成。在星际介质中, 要求大约大于 90% 的 Si、Fe 和 Mg 元素以及大于 60% 的 C 和 O 元素凝结在尘埃中才能解释观测到的气态物质的元素减损。Ca、Fe 和 Si 的减损尤其显著, 气态中的丰度比太阳值低 2 到 3 个量级。因此, 当前所有的尘埃模型都含有硅酸盐和碳化合物尘粒。从这几种主要元素的减损中可得出气体与尘埃的质量比约为 165。

如果假设宇宙丰度等于太阳丰度, 从星际减损推断出的硅酸盐含量不足以解释观测的星际消光。Snow 和 Witt (1996)^[81] 发现如果减少约 30% 的可凝结的原子 (O、C、N、Si、Mg 和 Fe) 的数量, 即星际总丰度约取太阳丰度的 70%, 尘埃模型可以很好地解释消光观测结果。除了硅酸盐尘埃, 星际空间中肯定存在其他的尘埃种类。因为即使所有的 Si、Fe 和 Mg 元素凝结在硅酸盐尘埃中, 其数量仍不足以产生观测到的消光, 而只能解释约 60% 的可见光区消光^[82]。

2.8 从陨石、行星际尘埃和彗星看太阳系中的星际尘埃

星际尘埃也存在于原初陨石和行星际尘埃中。大多数已证认的前太阳尘埃是含碳物质, 例如金刚石、石墨和 SiC 等。实验室测量还发现了氧化物 Al_2O_3 和氮化物 Si_3N_4 。陨石中可能含有的极少的耐熔质可能在实验室化学提取的过程中被破坏掉了。因此, 实验室提取出的前太阳尘埃的化学组成并不能完全代表星际尘埃的化学组成^[83]。

行星际飞船 Ulysses 和 Galileo 能探测进入太阳系的星际尘埃, 并确定它们的速度、方向和质量, 它们发现了比尘埃模型预言多很多的大尺寸 ($a > 0.3 \mu\text{m}$)^[84,85] 尘埃。

目前大多数彗星模型都假设彗发尘埃代表了星际尘埃在原太阳星云坍缩过程演化后的状态。许多探测手段也被应用于彗发化学成分的研究上, 为我们进一步探索星际尘埃提供有用的资料。

3 星际尘埃的模型

前面详细介绍了尘埃与辐射场相互作用的一些直接和间接观测证据, 建立的尘埃理论模型应该能够合理地解释上述观测现象。从理想的尘埃模型可以准确地获得有关尘粒的物理特

性(结构和尺寸分布等)和化学组成的信息。我们也可以利用尘埃的理论模型计算与尘埃相关的物理过程,例如吸收、散射、发射等。从理论上说,用尘埃模型可以计算出尘粒的物理特性和星际介质的动力学过程,也可以重现和预言尘埃的演化历史(即尘粒在吸积、光照、光离解和喷发以及在与其它尘粒碰撞过程中经历的凝聚、损坏和破碎等过程)、星际尘埃的化学组成、结构形态以及尺寸分布所发生的变化等。

由于探索过程存在的困难,迄今为止还没有能够完美地解释各种观测的“理想星际尘埃模型”。但是,各种观测为理论模型提供了限制条件,在不断的尝试过程中会离正确答案越来越近,最终会形成一个比较理想的尘埃模型。当前存在的各种模型中,被广泛接受并引用的主要有三大类:硅酸盐-石墨-PAHs 模型、硅酸盐核-碳壳层模型和多孔尘埃模型。

3.1 硅酸盐-石墨-PAHs 模型

Mathis, Rumpl 和 Nordsieck (1977)^[86] 发现具有幂律尺寸分布的硅酸盐尘粒和石墨尘粒的混合物可以解释星际消光曲线。此尘埃模型由硅酸盐和石墨颗粒两种独立的尘埃成分组成。这两种成分都具有幂律形式的尺寸分布 $dn(a)/dn \approx a^{-3.5}$ (a 是球状粒子的半径, $50 \text{ \AA} \leq a \leq 0.25 \text{ \mu m}$ ^[86,87])。Draine 和 Lee (1984)^[77] 确定了石墨和硅酸盐的光学常数,并且计算了这些尘粒被星光加热后达到的温度以及随后的远红外发射冷却,发现此模型可以比较理想地解释消光和红外发射观测。

Désert, Boulanger 和 Puget (1990)^[88] 提出一个三成分模型:(1) PAHs 可以解释观测到的 PAH 发射特征线(见 2.6.1); PAH 的丰度由 PAHs 的吸收和发射之间的能量平衡得出。(2) 极小尺寸尘粒可用来解释 2175 Å 吸收驼峰和远紫外消光的急剧增加;(3) 大尺寸尘粒可解释远红外发射和光学波段的消光。最近, Draine, Li 和 Weingartner^[36,74,85,89] 进一步改进了此模型,建立了硅酸盐-石墨-PAHs 模型(The Silicate-Graphite-PAHs Model),其星际尘埃由无定形硅酸盐尘粒和碳化物尘粒组成,PAH 成分作为碳化物的小尺寸尘粒用以解释 PAH 发射特征线,即碳化物在大尺寸时表现为石墨颗粒,在小尺寸时表现为 PAH 分子。值得注意的是,加入 PAH 成分后,大尺寸尘粒的分布显然不再具有简单的 $dn(a)/dn \approx a^{-3.5}$ 幂律形式。

3.2 硅酸盐核-含碳有机耐熔质壳层模型

硅酸盐核-含碳有机耐熔质壳层模型(The Silicate Core-Carbonaceous Organic Refractory Mantle Model) 1978 年由 Greenberg 建立^[90]。该模型中大尺寸硅酸盐尘粒外有由有机耐熔质(其特点是耐熔点高)组成的包层;包层是由分子云中沉积在尘埃表面的各种冰的混合物在紫外光照作用下形成的。1997 年 Li 和 Greenberg^[56] 发展了这个模型。他们发现用具有高斯尺寸分布的有限长圆柱体(为解释星际偏振)的核壳模型可以极好的解释星际消光和星际偏振。为了解释远紫外消光的上升趋势和 2175 Å 消光驼峰,他们在模型中加入了小石墨尘粒;为了解释未证认的红外辐射带,模型中加入了 PAH 成分。

3.3 多孔尘埃模型

Mathis 和 Whiffen(1989)^[91] 提出一个三种成分的多孔尘埃模型(The Composite Dust Model): (1) 小尺寸石墨尘粒产生 2175 Å 消光驼峰;(2) 小尺寸硅酸盐尘粒产生 UV 消光的陡峭上升趋势;(3) 由硅酸盐、各种碳(无定形碳、HAC、有机耐熔质)和真空(体积比约占 45%)组成的多孔的疏松尘埃。他们加入 PAHs 用来解释 PAH 红外发射特征,但是发现远紫外消光比观测值大很多。Dwek(1997)^[92] 也指出此尘埃模型计算得出的发射谱在 $\lambda > 100 \text{ \mu m}$

处也大大超出观测值, 多孔模型不能解释远紫外消光和远红外发射观测。

3.4 尘埃模型小结

虽然不同的模型之间存在各种差异, 但各模型关于尘埃的组成和尺寸的意见正逐渐趋于一致。关于尘埃的化学成分最普遍的观点是星际尘埃由无定形硅酸盐尘粒和某种形式的含碳物质的尘粒组成。因为星际空间发现了很强的 $9.7 \mu\text{m}$ 的 Si-O 拉伸模式和 $18 \mu\text{m}$ 的 O-Si-O 扭曲模式形成的吸收线; 气体中重元素 Si、Fe、Mg 的丰度远远低于宇宙平均丰度, 由以上两点推断出尘埃中有硅酸盐尘粒。另外, 从 2175 \AA 消光峰和 $3.4 \mu\text{m}$ C-H 拉伸模式的吸收线推断出星际介质中存在含碳化合物。对于含碳化合物, 人们提出了很多种物质, 包括无定形碳、煤、 C_{60} 、金刚石、石墨、HAC、PAHs 和有机耐熔质等。

关于尘埃尺寸的信息主要从分析依赖于波长的星际消光和偏振曲线以及近红外和中红外发射得出。星际尘埃颗粒的尺寸可以分为两类: (1) 大尺寸尘粒 (半径 $a > 0.025 \mu\text{m}$, 包括 $a \geq 0.1 \mu\text{m}$ 的典型尘粒) 主要产生可见光波段的消光、偏振和散射以及 $\lambda \geq 60 \mu\text{m}$ 的红外发射; (2) 极小尺寸尘粒 ($a < 0.025 \mu\text{m}$) 产生紫外波段消光, 被单个光子的随机碰撞加热至高温再在 $\lambda \leq 60 \mu\text{m}$ 的近红外和中红外发射。

尘埃的形状主要从星际偏振的观测得出。星际尘埃中一定存在非球状且定向排列的尘粒。偏振曲线在 UV 波段很快地减小, 说明小尘埃颗粒是球形的或者没有定向排列。

4 待解决的问题和未来展望

自从 1930 年 Trumpler^[1] 首次证实宇宙空间存在星际尘埃以来, 经过几十年的研究, 人们对星际尘埃特性的认识越来越清楚和深刻, 理论模型也逐步趋于完善。但是这个领域仍然存在一些未解决的或未完全解决的问题, 主要包括:

(1) 产生 2175 \AA 紫外消光驼峰的物质没得到证认, 尽管目前普遍认为 PAHs 产生这个强的吸收特征。

(2) 目前造成 ERE 的物质也不是很清楚。弥散星云中 ERE 强度很高, 这说明产生 ERE 的物质是星际尘埃的重要组成部分。

(3) 弥散星际带 (DIBs) 源的特性仍是未解之谜。虽然观测上发现了近 300 条 DIBs, 人们猜想可能是由 PAHs 引起的, 但没有得到证实。

(4) 许多天体环境中观测到的红外发射特征 (UIBs) 没有得到证认, 虽然普遍认为是 PAHs 分子的振动模式产生了这些发射线。

(5) 对尘埃产生、成长和毁灭的演变过程认识不清楚。

(6) 尘埃的组成和形态不能确定。尘埃是由分立的硅酸盐颗粒和碳颗粒组成, 还是由硅酸盐核-碳壳层组成, 或者是由小的硅酸盐颗粒、碳和真空组成的多孔尘粒, 现在还没有定论。

(7) 在弥散星际介质中没有找到结晶硅酸盐存在的确切证据。不能合理地解释为什么观测已经证实尘埃演化的前身 (演化晚期恒星的星周尘埃包层) 和后身 (彗星、行星际尘埃等) 均有可观数量的结晶硅酸盐, 而在中间态 (弥散星际介质) 中却至今未找到结晶硅酸盐。

(8) 不清楚造成尘埃在银河系电磁场中定向排列的物理机制。偏振观测表明尘埃在磁场中由于某种机制定向排列, 使星光产生偏振。

近十年来,随着实验条件的提高和几套红外观测设备的成功运行,星际尘埃的研究成为当今天文学领域的前沿课题。2003年8月,SST(Spitzer Space Telescope)成功上天,它将能提供大批高质量的数据,为推动星际尘埃的研究创造良好的契机。今后,随着各种观测设备的出现、实验室条件的改进和对固体物质的物理化学性质理论的完善,相信这些未解决的问题将会被逐步攻克。

参考文献:

- [1] Trumpler R J. *PASP*, 1930, 42: 215
- [2] Rudnick J. *ApJ*, 1936, 83: 394
- [3] Morgan W W, Harris D L, Johnson H L. *ApJ*, 1953, 118: 92
- [4] Stecher T P. *ApJ*, 1965, 142: 1683
- [5] Stecher T P, Donn B. *ApJ*, 1965, 142: 1681
- [6] Cardelli J A, Clayton G C, Mathis J S. *ApJ*, 1989, 345: 245
- [7] Burstein D, Heiles C. *AJ*, 1982, 87: 8
- [8] Schlegel D J, Finkbeiner D P, Davis M. *ApJ*, 1998, 500: 525
- [9] van Rhijn. *Pub. Astron. Lab. Groningen*, 1921, 31
- [10] Henyey L G, Greenstein J L. *ApJ*, 1941, 93: 70
- [11] Hall J S. *Science*, 1949, 109: 166
- [12] Hiltner W A. *Science*, 1949, 109: 165
- [13] van de Hulst H C. *Light Scattering by Small Particles*, New York: Wiley, 1957
- [14] Martin P G. *MNRAS*, 1972, 159: 179
- [15] Whittet D C B. *Dust in the Galactic Environment*, 2nd ed, Bristol: Institute of Physics (IOP) Publications, 2003
- [16] Li A. In: Witt A N, Clayton G C, Draine B T eds. *ASP Conf. Ser. 309, Astrophysics of Dust*, San Francisco: ASP, 2004, 417
- [17] Larson K A, Whittet D C B, Hough J H. *ApJ*, 1996, 472: 755
- [18] Li A, Greenberg J M. *A&A*, 1998, 339: 591
- [19] Lequeux J, Maurice E, Prevot-Burnichon M L *et al.* *A&A*, 1982, 113: L15
- [20] Prevot M L, Lequeux J, Prevot L *et al.* *A&A*, 1984, 132: 389
- [21] Nandy K, Morgan D H, Willis A J *et al.* *MNRAS*, 1981, 196: 955
- [22] Koornneef J, Code A D. *ApJ*, 1981, 247: 860
- [23] Serkowski K. In: Greenberg J M, van de Hulst H C eds. *IAU Symp. No. 52, Interstellar Dust and Related Topics*, Dordrecht: Reidel, 1973: 145
- [24] Wolff M J, Clayton G C, Kim S H *et al.* *ApJ*, 1997, 478: 395
- [25] Aitken D K, Smith C H, Roche P F. *MNRAS*, 1989, 236: 919
- [26] Greenberg J M, Li A. *A&A*, 1996, 309: 258
- [27] Adamson A J, Whittet D C B, Chrysostomou A *et al.* *ApJ*, 1999, 512: 224
- [28] Martin P G, Whittet D C B. *ApJ*, 1990, 357: 113
- [29] Martin P G *et al.* *ApJ*, 1992, 392: 691
- [30] Gordon K D. *WCD04^[23]*, 2004, 77
- [31] Dwek E, Zubko V, Arendt R G *et al.* *WCD04^[23]*, 2004, 499
- [32] Witt A N, Smith R K, Dwek E. *ApJ*, 2001, 550: L201
- [33] Draine B T, Tan J C. *ApJ*, 2003, 594: 347
- [34] Fitzpatrick E L, Massa D. *ApJ*, 1986, 307: 286
- [35] Joblin C, Leger A, Martin P. *ApJ*, 1992, 393: L79

- [36] Li A, Draine B T. *ApJ*, 2001, 554: 778
- [37] Li A, Draine B T. *ApJ*, 2001, 550: L213
- [38] Kemper F, Vriend W J, Tielens A G G M. *ApJ*, 2004, 609: 826
- [39] Li M P, Zhao G, Li A. 2006, in preparation
- [40] Bowey J E, Adamson A J. *MNRAS*, 2002, 334: 94
- [41] Draine B T. *ARA&A*, 2003, 41: 241
- [42] Gillett F C, Forrest W J, Merrill K M *et al.* *ApJ*, 1975, 200: 609
- [43] Russell R W, Soifer B T, Forrest W J. *ApJ*, 1975, 198: L41
- [44] Roche P F, Aitken D K. *MNRAS*, 1984, 208: 481
- [45] Bowey J E, Adamson A J, Whittet D C B. *MNRAS*, 1998, 298: 131
- [46] Mathis J S. *ApJ*, 1996, 472: 643
- [47] Li A. *ApJ*, 2005, 622: 965L
- [48] Aitken D K, Roche P F, Smith C H *et al.* *MNRAS*, 1988, 230: 629
- [49] Pendleton Y J. WCD04^[註], 2004: 573
- [50] Sandford S A, Allamandola L J, Tielens A G G M *et al.* *ApJ*, 1991, 371: 607
- [51] Sandford S A, Pendleton Y, Allamandola L J. *ApJ*, 1995, 440: 697
- [52] Greenberg J M, Li A, Mendoza-Gomez C X *et al.* *ApJ*, 1995, 455: L177
- [53] Duley W W, Scott A D, Seahra S *et al.* *ApJ*, 1998, 503: L183
- [54] Mennella V *et al.* *A&A*, 2001, 367: 355
- [55] Munoz Caro G M, Ruiterkam R, Schutte W A *et al.* *A&A*, 2001, 367:347
- [56] Li A, Greenberg J M. *A&A*, 1997, 323: 566
- [57] Li A, Greenberg J M. *ApJ*, 2002, 577: 789
- [58] Gibb E L, Whittet D C B, Boogert A C A *et al.* *ApJS*, 2004, 151: 35
- [59] Herger M L. *Lick Obs. Bull.*, 1922, 10: 146
- [60] Merrill P W. *PASP*, 1934, 46: 206
- [61] Keer T H, Hibbins R E, Miles J R *et al.* *MNRAS*, 1996, 283: 1104
- [62] Keer T H, Hibbins R E, Fossey S J *et al.* *ApJ*, 1998, 495: 941
- [63] Foing B H, Ehrenfreund P. *Nature*, 1994, 369: 296
- [64] Galazutdinov G A, Krelowski J, Musaev F A *et al.* *MNRAS*, 2000, 317: 750
- [65] Jenniskens P, Mulas G, Porceddu I *et al.* *A&A*, 1997, 327: 337
- [66] Moutou C, Sellgren K, Verstraete L *et al.* *A&A*, 1999, 347: 949
- [67] Schmidt G D, Cohen M, Margon B. *ApJ*, 1980, 239: L133
- [68] Witt A N, Vihj U P. WCD04^[註], 2004: 115
- [69] Leger A, Puget J L. *A&A*, 1984, 137: L5
- [70] Allamandola L J, Tielens A G G M, Barker J R. *ApJ*, 1985, 290: L25
- [71] Bakes E L O, Tielens A G G M. *ApJ*, 1994, 427: 822
- [72] Weingartner J C, Draine B T. *ApJS*, 2001, 134: 263
- [73] Draine B T, Li A. *ApJ*, 2001, 551: 807
- [74] Li A, Draine B T. *ApJ*, 2002, 572: 232
- [75] Draine B T, Lazarian A. *ApJ*, 1998, 494: L19
- [76] Draine B T, Lazarian A. *ApJ*, 1998, 508: 157
- [77] Draine B T. In: Maiani L, Melchiorri F, Vittorio N eds. *Proc. of the EC-TMR Conf. on 3K Cosmology*, Woodbury: AIP, 1999: 283
- [78] Schutte W A *et al.* *A&A*, 1998, 337: 261
- [79] Chiar J E *et al.* *ApJ*, 2000, 537: 749
- [80] Savage B D, Sembach K R. *ARA&A*, 1996, 34: 279
- [81] Snow T P, Witt A N. *ApJ*, 1996, 468: L65
- [82] Greenberg J M. *ApJ*, 1974, 189: L81

- [83] Draine B T. In: Cutri M, Latter B. eds. ASAP Conf. Ser. 58, The First Symposium on the Infrared Cirrus and Diffuse Interstellar Medium, San Francisco: ASP, 1994 227
- [84] Frisch P C, Dorschner J M, Geiss J *et al.* ApJ, 1999, 525: 492
- [85] Weingartner J C, Draine B T. ApJ, 2001, 548: 296
- [86] Mathis J S, Rumpl W, Nordsieck K H. ApJ, 1977, 217: 425
- [87] Draine B T, Lee H M. ApJ, 1984, 285: 89
- [88] Désert F X, Boulanger F, Puget J L. A&A, 1990, 237: 215
- [89] Li A, Draine B T. ApJ, 2002, 564: 803
- [90] Greenberg J M. In: McDonnell J A M ed. Cosmic Dust, New York: Wiley, 1978: 187
- [91] Mathis J S, Whiffen G. ApJ, 1989, 241: 808
- [92] Dwek E. ApJ, 1997, 484: 779

[注]: WCD04 代表 Witt A N, Clayton G C, Draine B T eds. ASP Conf. Ser. 309, Astrophysics of Dust, San Francisco: ASP, 2004

Interstellar Dust: Current Status and Perspectives

LI Mo-ping¹, ZHAO Gang¹, LI Ai-gen^{1,2,3}

(1. National Astronomical Observatories, Chinese Academy of Sciences, Beijing 100012, China; 2. Purple Mountain Observatory, Chinese Academy of Sciences, Nanjing 210008, China; 3. Department of Physics and Astronomy, University of Missouri, Columbia, MO 65211, USA)

Abstract: Interstellar grains reveal their presence in the space between stars through their interaction with the electromagnetic radiation: they absorb, scatter, redden and polarize starlight, luminesce in the far-red, and emit the absorbed energy at longer wavelengths (i.e. infrared and submillimeter). In this review we present an overview of our current knowledge about the absorption, scattering, polarization, luminescence and infrared emission properties of interstellar dust. Indirect evidence for the presence of interstellar dust including the interstellar elemental depletion and presolar grains in interplanetary dust particles and in meteorites is also discussed. A comparative review of the current popular grain models (i.e. the silicate-graphite-PAHs model, the silicate core-carbonaceous organic refractory mantle model, and the composite model) is also presented.

Key words: astrophysics; interstellar dust; review; interstellar extinction; interstellar emission; interstellar polarization; interstellar elemental depletion