

从AGB星到行星状星云

姜 碧 汾 胡 景 耀

(中国科学院北京天文台 北京 100080)

提 要

本文阐述了 AGB(Asymptotic Giant Branch)星的一些特性,尤其是它的质量流失机制、规律及计算;还阐述了对从 AGB 向行星状星云过渡阶段天体的研究进展情况。

一、引 言

早在 40 年代,人们在研究球状星团的 HR 图时,发现在红巨星支(Red Giant Branch) RGB 附近存在另外一支,由于这一支在 HR 图上与红巨星支很靠近,被称作渐近巨星支(Asymptotic Giant Branch)AGB。图 1 是 M3 的 HR 图。从图中可看出 AGB 和 RGB 很接近。

处在 AGB 的天体和处在 RGB 上的天体在表现上大致是相似的,但也有重要的区别:

(1) RGB 上的天体是中心为简并 He 核,光球为巨大 H 球的恒星。而 AGB 星的中心为简并 C/O 核,它具有更大的光球,实际上,这是第二次成为红巨星;(2) RGB 星的光度来自核边缘的 H 壳层的燃烧,最大值为 $2000L_{\odot}$,而 AGB 星的最大光度是核质量的线性函数,如果取 Chandrasekhar 极限 $1.4M_{\odot}$ 为最大核

质量,最大光度是 $53\ 000L_{\odot}$,远高于 RGB 星的极限光度(下面将详细讨论);(3)只有主序质量小于 $2.3M_{\odot}$ 的恒星才会形成简并 He 核成为 RGB 星,而质量更大的恒星直接燃烧 He 成为简并 C/O 核的 AGB 星。

那么,在 AGB 阶段之后,恒星怎么演化呢?

1956 年,苏联天文学家 Shklovsky 曾推测:行星状星云起源于红巨星中的一部分。这是一个大胆的推论,而到今天,观测事实支持了这一结论,已成为大家所接受的论断。

1982 年, Kwok^[2]比较了行星状星云和红巨星的光谱特征,发现彼此有许多相同之处,

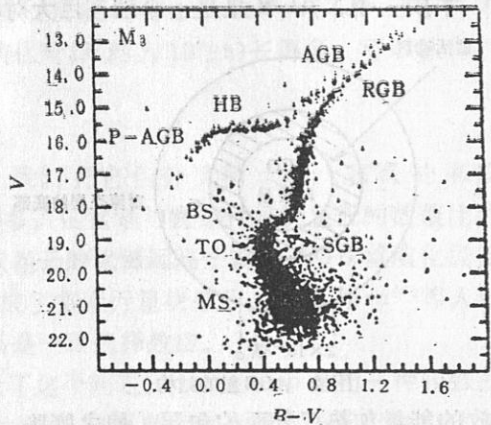


图 1 M3 的 HR 图^[1]

例如，它们的红外光谱都有硅酸盐、SiC 等特征。而且，它们在银河系中有相似的分布和运动特征，从行星状星云形成的动力学过程考虑，相互作用风模型可以很好地解释红巨星是行星状星云的前身。

红巨星中的哪一部分以及怎样演化为行星状星云？

由于行星状星云比球状星团年轻得多，它们应该是从质量较大，光度较高的一支演化而来的，所以人们认为 AGB 星是成为行星状星云的那部分红巨星。

AGB 星来源于两种质量的恒星：一种是主序质量小于 $2.3M_{\odot}$ 的恒星。当太多的 H 燃烧完了堆积在简并 He 核上时，He 会在闪耀中被点燃，当 He 燃烧完以后便进入 AGB 阶段；另外一种主序质量在 $2.3M_{\odot}$ — 8 或 $9M_{\odot}$ 之间的中等质量恒星，直接燃烧 He 核成为简并 C/O 核进入 AGB 阶段。它们都有可能演化到行星状星云阶段，然后到白矮星。但主序质量较小（例如，小于 $1M_{\odot}$ ）的恒星，它们有没有足够大的质量流失去形成一个可见的行星状星云？这是值得怀疑的。但质量的下限仍然没有确定。

我们在这一综述中主要对 AGB 阶段恒星的特征，尤其是质量流失过程作详细介绍。也将较详细地介绍从 AGB 阶段向行星状星云演化的过渡天体。

二、恒星在 AGB 阶段的演化及其特征

本质上说，AGB 星是一个埋在巨大对流包层里的简并星，它的基本结构如图 2 所示。

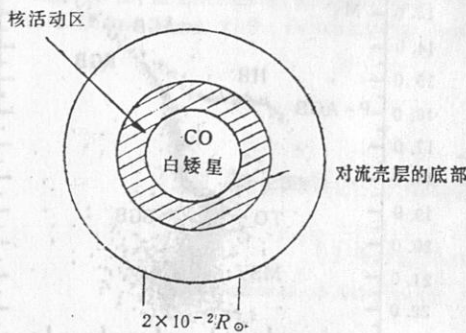
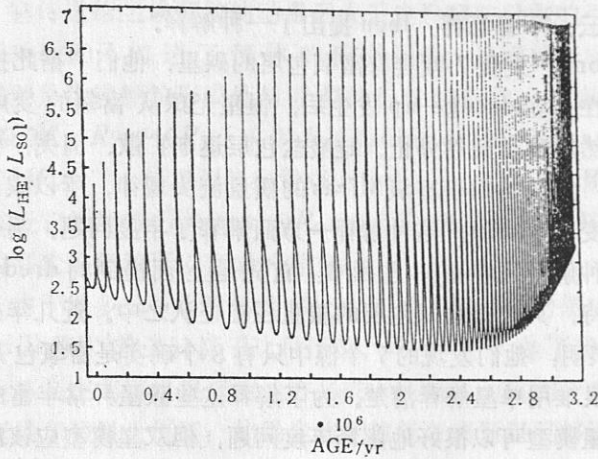


图 2 AGB 星的结构

下面分别讨论 AGB 星的热脉冲、光度-核质量关系及化学丰度的演化。

1. 热脉冲 TP (Thermal Pulse)

AGB 星重复地经历四个阶段：(1) C/O 简并核外的 H 壳层的宁静燃烧阶段。此时，恒星的能量由 H 燃烧产生，它的“死灰” He 堆积在星核表面并被压缩和加热；(2) 当核质量变化量 $\Delta M(H)$ 达到某一值时，He 被点燃，失控热核反应发生，这就是 He 闪阶段。He 闪释放的能量加热了外面的包层，使之膨胀，而包层的温度和密度则下降，这时，进入第三阶段；(3) 在 H-He 不连续的地方与 He 燃烧的底层之间产生了对流层，对流层物质继续膨胀和冷却，He 燃烧产生的光度降低，而通过对流层底部的能流增加。当能流与核反应产生率达到平衡时，进入第四阶段；(4) 稳定的 He 燃烧阶段。这个阶段一直持续到 He 燃烧所消耗的物质总量等于 H 燃烧所消耗的，这时 H 被重新点燃，又进入(1)阶段。虽然每个循环的基本性质是相似的，比如，H 壳层的光度、He 壳层的光度以及总光度，从一个循环到另一个循环都是自相似的，但具体的数值计算依赖于别的参数，主要是核的质量。Schonberner 的计算表明：当中心核质量从 $0.55M_{\odot}$ 增加到 $0.70M_{\odot}$ 时，循环的周期从 $1.2 \times 10^5 \text{yr}$ 减少到 $4 \times 10^4 \text{yr}$ 。图 3 是 Schonberner^[3] 计算的 $3M_{\odot}$ 模型的前 74 个脉冲图，它反映了各脉冲之间的相似性。

图 3 $3M_{\odot}$ 恒星前 74 个脉冲的 He 光度图

2. $L-M_C$ 关系

AGB 阶段的一个重要特点是: 耗尽了 H 的星核质量 M_C 与光度有以下关系:

$$L \cong 5.925 \times 10^4 (M_C - 0.495) L_{\odot}, \quad M_C \text{ 以 } M_{\odot} \text{ 为单位.}$$

Paczynski^[4]首先证明了这个关系, 光度随着星核质量几乎线性地增加, 当 M_C 取极大值 $1.4M_{\odot}$ 时, L_{\max} 是 $53\,000L_{\odot}$. L_{\max} 只依赖于 M_C 而不依赖于别的参数, 如化学丰度. 因为 AGB 星的光度主要来源于 H 燃烧, L 和 M_C 都按核反应时标 $1.2 \times 10^6 \text{ yr}$ (不依赖于具体的恒星参数) 增长, 由于这个时标比 AGB 阶段的演化时标 (约为 10^5 yr) 长得多, 可以认为: 在 AGB 阶段, 每颗星的 L 和 M_C 几乎是常数.

3. 化学丰度

根据 AGB 星星周包层的化学丰度 C/O 比, 我们把它分为两大类: 富氧的和富碳的. 统计表明, 富氧 AGB 星比富碳 AGB 星多得多, 而富氧与富碳行星状星云的数值比约为 1:1^[5], 这可能是因为富碳 AGB 星演化成行星状星云的比例远高于富氧 AGB 星演化成行星状星云的比例. 也可能是一部分富氧 AGB 星变成了富碳行星状星云. 当然 Jura^[6]等人还认为富氧 AGB 星与富碳 AGB 星的数值比 10:1 只是一种选择效应.

Iben^[7]用 dredge-up (挖掘) 理论定性地讨论了这个问题. dredge-up 是指一种较强烈的对流过程, 当 He 闪发生时, 燃烧壳层底部变为对流的, 向恒星大气表层输送新产生的化学元素, 从而引起表面丰度的变化. 在恒星演化到 AGB 阶段以前, 曾经历过两次 dredge-up, 第一次发生在中心 H 燃烧完进入红巨星阶段时, 第二次发生在中心 He 燃烧完进入 AGB 阶段时. Iben 指出, 当恒星的总质量和核质量超过一定值时, AGB 星将会在以上提到的 (3) 阶段发生第三次 dredge-up, 把新产生的富中子同位素和 C 元素送到恒星大气里, 使恒星大气的 C/O 比发生变化, 富氧 AGB 星变成富碳 AGB 星, 进而演化成富碳行星状星云. 但是这个理论遇到两个问题: 第一, Iben 的理论要求核的大质量 ($M_C > 0.75M_{\odot}$) 大于观测到的 AGB 星的核质量 ($0.5-0.7M_{\odot}$), 而且这理论所预言的富碳行星状星云的核质量大于富氧行星状星云的核质量也与观测结果不符; 第二, 在富碳行星状星云中应该出现的富中子同位素也没有观测到. 所以, 很可能 Iben 的模型存在问题, 也许富氧 AGB 星通过别的途

径变成富碳行星状星云。不管怎样, Iben 提出了一种解释。

Willems 和 de Jong^[8]发现 7 颗具有富氧包层的碳星, 他们^[9]据此提出了另外一种从富氧转化为富碳的可能性。在 dredge-up 发生后, 恒星光球从富氧的变成富碳的, 这时恒星是富氧包层的碳星, 然后脉动突然停止, 硅酸盐包层逐渐扩散、消失, 而碳星又开始脉动, 形成一个新的 Miras, 重复类似于富氧 Miras 的质量流失规律, 所以碳星在双色图上画出一个圈, 因为它曾两度变成 Miras。这种解释一方面解释了丰度问题, 另一方面也解释了碳星双色图问题。但是这种解释还存在一些困难: 首先是上面提到的 dredge-up 理论本身还没有得到有力的观测支持, 其次是富氧包层的碳星还在证认之中。近几年来更仔细的证认, 比如 H₂O 脉泽观测^[10]表明: 他们发现的 7 个源中只有 3 个确实是富氧包层的碳星, 而且这些碳星异常丰富的 ¹³C 很难用单星解释清楚。为了解释这些碳星异常丰富的 ¹³C, Bertre 等人^[11]提出了双星模型。双星模型可以很好地解释丰度问题, 但双星模型应该出现的富碳包层的氧星和周期性光变都没有观测到。

有关丰度的理论不少, 但没有一个令人信服的。主要是由于有关碳星的情况了解得还不多, 这些便成为大家感兴趣的问题。

三、AGB 阶段的质量流失

理论上讲, 中等质量恒星形成简并 C/O 核以后, 继续演化, 当中心密度 ρ 达到 $\log \rho = 9.5$ 碳的燃点时, 碳会爆炸从而产生超新星。观测表明: 银河系里 SN 的产率并没有预期的那样高, 其原因是, 中等质量恒星在演化晚期丢失了大部分质量, 使得恒星总质量小于 $1.4M_{\odot}$, 不致于发生超新星爆发, 也就是说, 恒星在 AGB 阶段发生了质量流失。观测也表明 AGB 星在红外波段有强的色余, IRAS 巡天结果证明 AGB 星在 10–100 μm 有强的发射, 说明在 AGB 星的周围存在着几百度的尘埃包层。因此, 可以肯定地说, 在 AGB 阶段存在质量流失。从模型和观测的比较得到质量流失率 \dot{M} 的范围是 $n \times 10^{-7} - 10^{-4} M_{\odot}/\text{yr}$, 外流速度为 10–15 $\text{km} \cdot \text{s}^{-1}$ 。

质量流失改变了恒星的演化途径, 具有重要的意义。下面我们仔细讨论质量流失机制、规律及质量流失率的计算方法。

1. 质量流失机制

“为什么恒星在 AGB 阶段会丢失大部分包层质量”一直是令人感兴趣的问题, 很多人对此进行了讨论和研究, 主要有四种理论: 辐射压驱动尘埃颗粒、径向脉动、Alfvén 波和声波, 下面分别讨论。

(1) 辐射压驱动尘埃颗粒形成星风 绝大部分 AGB 星有很强的红外色余, 它们来自星周包层里的尘埃颗粒, 虽然这些尘埃颗粒只占包层总质量的 1% 或 2%, 但它们的红外色余超过气体有几个量级。这导致一个直观的解释: 辐射压驱动尘埃颗粒形成星风。第一个定量模型是 Kwok^[12]做的, 较新的模型是 Tielens^[13]做的。这种模型认为: 尘埃吸收了恒星的光球辐射而被加热, 然后在红外波段各向同性地再辐射。由于从中心星来的光子不仅携带了能量,

同时也携带了动量, 它传送给尘埃颗粒的动量远大于尘埃颗粒受到的引力, 尘埃颗粒被加速向外, 它与气体分子的碰撞又加速了气体的向外运动, 这样就形成了星风。从这种模型得到的质量流失率主要是尘埃颗粒形成处与恒星的距离的参数。文献[13]假设 $M = 1M_{\odot}$, $L = 10^4 L_{\odot}$, $T_{\text{eff}} = 2500\text{K}$, $R = 710R_{\odot}$, 采用 R_{C} (Radius of Condensation) $= 3.5R_{*}$ (恒星半径), 得到 $\dot{M} = 2 \times 10^{-7} M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}$, 与观测值在量级上吻合。但实际上, 除了最冷的恒星外, 所有的恒星都不能在靠近它的地方 (Tielens 的 $R_{\text{C}} = 3.5R_{*}$) 形成尘埃颗粒, 所以我们需要第二种机制把光球物质带到尘埃颗粒可以形成的地方。

(2) 径向脉动 由于很多 AGB 星都是 Miras 变星, 径向脉动便成了第二种机制的最佳选择。Wood^[14] 和 Hill 等^[15] 首先计算了这种模型, Bowen^[16] 做了较新的计算。这种机制的特点是: 如果尘埃不是在离恒星很近的地方形成, 径向脉动只能产生远小于观测值的质量流失率, 但极大地延展了恒星大气层; 如果尘埃颗粒能在离恒星足够近的地方形成, 则会产生相当大的星风。

(3) Alfvén 波 Hartmann 和 Mac Gregor^[17] 提出的这种机制产生的星风是快速的, 如果 Alfvén 波不耗散, 最后的风速会是恒星表面逃逸速度的好几倍; 只有当耗散长度减小到如太阳半径一般大小时, 星风的最后速度才是表面逃逸速度的一半。所以 Alfvén 波的缺点是不能解释慢速星风。

(4) 声波 Pijpers 和 Habing^[18] 提出了这种机制。因为声速远小于 Alfvén 波速, 很容易形成最后风速为表面逃逸速度一半的星风, 而且不需要尘埃颗粒也可以形成星风; 如果加入尘埃颗粒, 会产生较高的最后风速。Pijpers 和 Habing^[19] 采用和 Bowen^[16] 同样的恒星参数, 假设声速是 $5.7\text{km} \cdot \text{s}^{-1}$, 恒星表面逃逸速度是 $41\text{km} \cdot \text{s}^{-1}$, 得出声流 $10^5 \text{erg} \cdot \text{cm}^{-2} \cdot \text{s}^{-1}$, 可以驱动星风 $10^{-8} M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}$, 与观测值吻合。

综合这四种机制的特点, 可以看出: 如果尘埃颗粒在离恒星足够近的地方形成, 径向脉动和辐射压机联合起来可以解释观测到的质量流失率; Alfvén 波只能形成快速星风; 声波可以不借助于尘埃颗粒而形成观测到的星风。所以, 现在的关键问题是: 尘埃是在距离恒星多远的地方形成的? 要解决这个问题, 脉泽观测是一个有效的手段, 因为有的脉泽在尘埃区发生, 而有的则在无尘区发生。

2. 质量流失规律

恒星在 AGB 阶段大量地丢失包层物质, 那么, 这种质量流失的大小在 AGB 阶段随着不同时间、不同恒星参数会有什么变化呢? Reimers^[20] 用恒星的基本参量描述了星风大小:

$$\dot{M} = -4 \times 10^{-13} L_{*} / (g_{*} R_{*}) M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}$$

其中的参量具有我们通常所说的意义, 以太阳的数值为单位。然而, 很显然, 这种类太阳的星风比起观测值 $10^{-4} - 10^{-7} M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}$ 小得多。真正的星风规律是什么? 研究表明: 富氧 AGB 星和富碳 AGB 星的星风规律很不一样, 下面分别阐述。

(1) 富氧 AGB 星的质量流失规律

富碳的恒星里, 所有 O 原子都和 C 原子结合而成 CO 分子, 所以 OH 脉泽的出现是富氧的充分条件, 因而人们选择有 OH 脉泽发射的源作为研究富氧 AGB 星的样本, 比如 Sivagnanam 等^[21] 对 Miras 中的 OH 源进行了搜索。

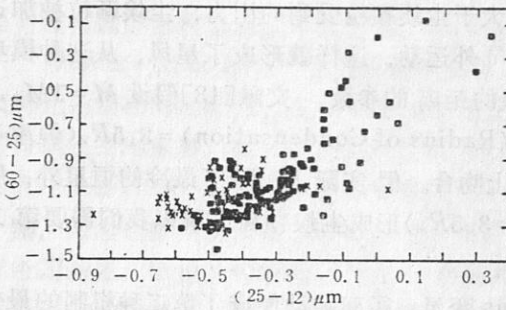


图 4 IRAS OH 脉泽源的 IRAS 双色图

如果把 IRAS PSC 中有 OH 脉泽的源点在 IRAS 双色图上, 则得到图 4。

这些源分布在一个以 Reileigh-Jeans 点为起点, 然后转向右上方的曲线附近。Bedijn^[23], Harris 和 Rowan-Robinson^[24]用一系列硅酸盐包层模型解释了这条曲线; 对于一个给定的模型, 源在双色图上的位置仅由红外光深 τ 唯一地确定, 当 τ 从 0.01 增大到 10 时, 模型计算的点几乎准确地沿着这条曲线移动, 所以是

一条连续的质量流失率的曲线。Bedijn^[25]认为这是质量流失率随着时间的演化, 即在 AGB 阶段质量流失率是时间的单调增函数, 正如 Baud 和 Habing^[26]1983 年最先提出的那样。如果每一个 AGB 星经过质量流失率 \dot{M} 逐渐增长的过程, 所有的 AGB 星都会在双色图上画出一条曲线, 而在 AGB 最后阶段会发生超星风 ($10^{-4} M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}$), 抛射掉几乎全部的星周包层, 当质量流失最后停止时, 由于包层继续膨胀、冷却, 恒星在双色图上的位置应该急剧地向右移动。事实是, 确实有几个不变的 OH/IR 源正好在这个位置上。如果脉动和质量流失同时发生, 则很好地解释了这个序列。Epchtein 等^[27]却对这条曲线作了另外的解释: 他们认为 \dot{M} 不随时间改变, 而因恒星质量的不同而不同, 也就是说, 这是一条质量序列的曲线。我们在上面曾提到, AGB 星的光度是星核质量的线性函数, 如果 Epchtein 等的解释是正确的, 越往右上角的源应该有越大的光度, 遗憾的是, 这种 IRAS 颜色与光度的相关性尚未得到验证。所以, 虽然 Epchtein 等也能解释这条曲线, 人们更倾向于 Baud-Habing-Bedijn 的解释。且 \dot{M} 可能既是时间的函数, 又是质量的函数, 即不同质量的恒星最终达到的最大质量流失率在 IRAS 双色图上的曲线高度也不一样, 我们的原行星状星云样本的观测结果支持了这种观点。

(2) 富碳 AGB 星的质量流失规律

富碳 AGB 星的情况复杂得多, 图 5 是 Chan 和 Kwok^[28]给出的碳星在 IRAS 双色图上的位置。很显然, 在 IRAS 双色图上碳星比氧星弥漫的范围大得多, 也没有富氧 AGB 星那样很明显的序列。但是应该指出, 富碳 AGB 星随着 \dot{M} 的增长, 有和富氧 AGB 星相似的轨迹, 即在右上方是光学厚的碳星^[29], 也得到了观测的支持。Willems 和 de Jong^[8]认为碳星的演化在双色图上划出一个逆时针的“Loop”, Chan 和 Kwok^[28]用模型进行了计算, 如图 5 所示。但实际上并没有别的证据支持这个“Loop”理论。有一点要说明, 由于 IRAS LRS^[30]分类的不确定性, 许多光学厚的富氧星被分为富碳类, 而光学厚的富碳源被化为别的类, 碳星的证认还是一个待解决的问题。因而关于富碳 AGB 星的质量流失规律的详细情况还不清楚。

3. 质量流失率的计算

由于定量地确定质量流失率的大小对于进一步研究 AGB 及其后的阶段很重要, 人们研究了多种方法来估算质量流失率。总的来说, 分为两大类: 一类是从分子谱线的观测来计算, 另一类是从源的红外色余来计算, 都是基于 AGB 阶段巨大的质量流失率形成了很厚的星周

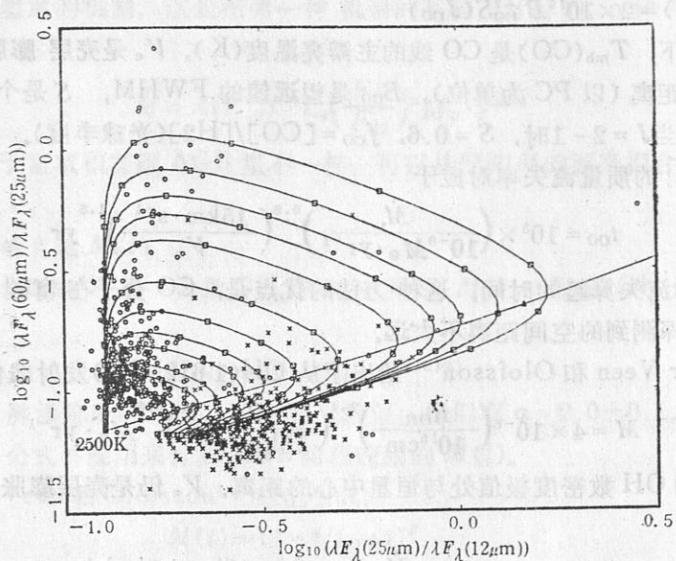


图 5 碳星的 IRAS 双色图

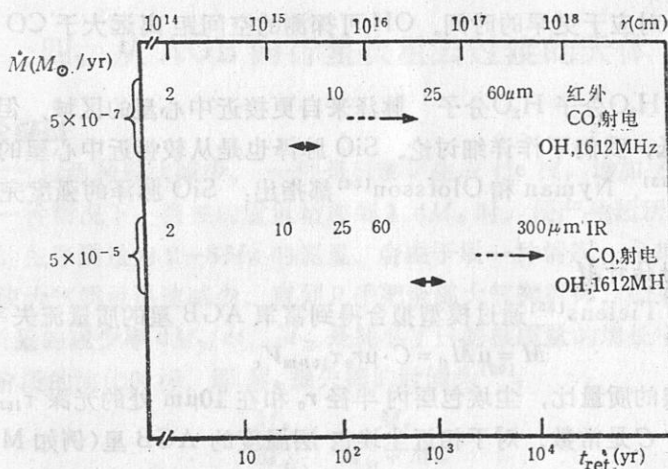


图 6 波段、质量流失率及时间图

包层, 在红外和射电波段辐射较强。这两种方法都有各自的特点, 由于波长不一样, 红外和射电辐射分别来自尘埃包层的不同区域, 反映了不同时期星风的大小, 从而可以知道不同时期的质量流失率。图 6 是各个区域对应的时间及波段, 当然, 质量流失率不一样, 同样的曲线对应的区域也会有些变化。下面简单介绍一些公式。

(1) 从分子谱线估算 \dot{M}

(i) Knapp 和 Morris^[32]给出了从光学厚 CO($J=1-0$)线估算 \dot{M} 的公式:

$$\dot{M} = \frac{T_{mb}(\text{CO}) V^2 D^2}{A(B_{co}, J_{co}) f_{co}^{0.85}}$$

其中 $A(B_{CO}, J_{CO}) = 2 \times 10^{19} B_{CO}^{-3} S(J_{CO})$

各符号的意义如下: $T_{mb}(CO)$ 是 CO 线的主瓣亮温度(K), V_e 是壳层膨胀速度($\text{km} \cdot \text{s}^{-1}$), D 是源与观测者的距离(以 PC 为单位), B_{CO} 是望远镜的 FWHM, S 是个改正因子, 当 $J = 1-0$ 时, $S = 1$; 当 $J = 2-1$ 时, $S = 0.6$, $f_{CO} = [CO]/[H_2]$ (光球丰度)。

从 CO 线估计的质量流失率对应于

$$t_{CO} = 10^3 \times \left(\frac{\dot{M}}{10^{-6} M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}} \right)^{0.5} \left(\frac{15 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}}{V_e} \right)^{1.5} \text{ yr}$$

t_{CO} 是从质量开始流失算起的时间。这种方法的优点是: CO 分子在富碳和富氧的源里都可以出现。不过它探测到的空间距离不太远。

(ii) van der Veen 和 Olofsson^[31] 给出了从 OH(1 612MHz) 发射线估计 \dot{M} 的公式:

$$\dot{M} = 4 \times 10^{-6} \left(\frac{R_{OH}}{10^{16} \text{ cm}} \right)^{1.4} \left(\frac{V_e}{15 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}} \right)^{0.6} M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}$$

其中 $R(OH)$ 是指 OH 数密度极值处与恒星中心的距离, V_e 仍是壳层膨胀速度, 它对应的时间为

$$t_{OH} = 10^2 \times \left(\frac{\dot{M}}{10^{-6} M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}} \right)^{0.7} \left(\frac{15 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}}{V_e} \right)^{1.4} \text{ yr}$$

显然 $t_{OH}/t_{CO} \approx 0.1$, 对应于更早的时间。OH 可探测的空间距离远大于 CO 的, 但 OH 只存在于富氧源里。

(iii) AGB 星的 H_2O 分子脉泽来自更接近中心星的区域, 但从 H_2O 分子脉泽得到的 \dot{M} 可信度较低, 我们不作详细讨论。SiO 脉泽也是从较接近中心星的区域产生的, 遗憾的是, Jewell 等^[33], Nyman 和 Olofsson^[34] 都指出: SiO 脉泽的强度完全不依赖于 \dot{M} , 不能用来估计 \dot{M} 。

(2) 从红外辐射估计 \dot{M}

(i) Schutte 和 Tielens^[35] 通过模型拟合得到富氧 AGB 星的质量流失率公式:

$$\dot{M} = \mu \dot{M}_d = C \cdot \mu r_0 \tau_{10\mu\text{m}} V_e$$

其中 μ 是气体与尘埃的质量比, 尘埃包层内半径 r_0 和在 $10\mu\text{m}$ 处的光深 $\tau_{10\mu\text{m}}$ 可以从能谱分布和模型拟合得到, C 是常数, 对于相近尘埃包层温度的 AGB 星(例如 Mira, OH/IR)将有不同的 C 。

(ii) 从 $60\mu\text{m}$ 的流量估计 \dot{M}

Herman 等^[38] 推导出以下公式:

$$\dot{M} = 6.6 \times 10^{-10} \mu V_{15} D^2 L_4^{-0.47} F(60\mu\text{m}) \left(\frac{240 \text{ cm}^2/\text{g}}{k_v(60\mu\text{m})} \right) M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}$$

Jura^[37] 用不同的方法推导出类似的公式:

$$\dot{M} = 7.7 \times 10^{-10} \mu V_{15} D^2 L_4^{-0.50} F(60\mu\text{m}) (\lambda_{10})^{0.5} \left(\frac{150 \text{ cm}^2/\text{g}}{k_v(60\mu\text{m})} \right) M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}$$

其中 μ , D 和 V_e 的意义上面已经作了说明, L 以 $10^4 L_{\odot}$ 为单位, F 以 Jy 为单位, D 以 kpc 为单位, λ_{10} 是以 $10\mu\text{m}$ 为单位的尘埃包层发射的平均波长, 这种方法对 OH/IR 源成立。

(iii) 从尘埃驱动星风的假设估算 \dot{M}

上面已经提到星风的机制, 这是在第一种机制的基础上计算的。van der Veen^[38]给出公式:

$$\dot{M} = A(V_{15})^{-1} L_A \left(\frac{F_{25}}{F_{12}} \right)^{\alpha} M_{\odot} \cdot \text{yr}^{-1}$$

其中常数 A 和 α 对于富氧和富碳 AGB 星不一样, 可以从已知 \dot{M} 的来源拟合。这公式只适用于 AGB 阶段的源。

(3) \dot{M} 随时间的变化 $\dot{M}(t)$

(i) Baud 和 Habing^[26] 从一大批 OH 样本中得到 $\dot{M}(t)$, 假设 OH 光度函数 $\psi(L_{\text{OH}}) dL_{\text{OH}} \sim L_{\text{OH}}^{-\alpha} dL_{\text{OH}}$

$$\dot{M}(t) \sim (1 - t/t_{\text{OH}})^{1/2(1-\alpha)}$$

其中 $t(\text{OH})$ 是 OH 脉泽阶段的时间, α 采用经验值, 他们取 $\alpha = 2.0 \pm 0.1$, 这样, $\dot{M}(t) \sim (1 - t/t_{\text{OH}})^{-0.5}$, 此公式不能用来计算 AGB 阶段晚期的 $\dot{M}(t)$ 。

(ii) van der Veen 和 Olofsson^[31] 给出公式:

$$\dot{M}(t) \sim (1 - t/t_{\text{AGB}})^{-\beta}$$

其中 $0.5 < \beta < 1.0$

四、从 AGB 向行星状星云过渡的天体

1. 有关理论模型

AGB 星的大气以两种形式减少, 一种是 H 燃烧生成 He 核, 增加核的质量, 另一种是质量流失。在前一种情况下, 当核的质量增加到 $1.4M_{\odot}$ 时, 便产生超新星爆发, 而事实是, 对于我们所讨论的主序质量为 $2-8M_{\odot}$ 的恒星, 会由于后一种情况, 尤其是 AGB 阶段的最后期的超星风, 使大气质量迅速减少, 直到几乎把全部大气抛射掉。如果 M_e 是恒星大气质量, \dot{M}_e 是大气质量的减少率 dM_e/dt , \dot{M}_H 是耗尽了 H 的核质量的增长率, \dot{M}_w 是质量流失率, 那么 AGB 阶段的演化时标, 即 M_e 损失掉的时间为^[39]:

$$-\frac{M_e}{\dot{M}_e} = \frac{M_e}{\dot{M}_H + \dot{M}_w}$$

当恒星大气几乎完全被抛射掉时, 恒星脉动停止, AGB 阶段宣告结束, 但是对于 AGB 阶段结束时恒星处于什么状态, 在 AGB 阶段结束点和行星状星云之间天体怎样演化这些问题还很不清楚, 既没有很好的理论, 也没有令人信服的观测, 所以成为令人感兴趣的阶段。一般认为, 当 $M_e = 10^{-3}M_{\odot}$, 对应的中心星有效温度为 $5000-6000\text{K}$ ^[40,41] 是 AGB 阶段结束时中心星的状态, 它埋在周围的尘埃包层里。下面分别讨论中心星和星云的演化。

(1) 中心星的演化

AGB 之后 post-AGB 星的演化依赖于恒星离开 AGB 阶段时的状态。恒星离开 AGB 阶段时的状态大致分为三种情况: (i) 宁静的 H 燃烧阶段, (ii) 热脉冲过后的弛豫阶段, (iii) 宁静的 He 燃烧阶段。Schonberner^[40,42], Wood 和 Faulkner^[41] 假设 AGB 阶段的星风在 $T_{\text{eff}} = 5500$ 或 6300K 时停止, 考虑质量流失, 进行了理论计算, 结果表明: 假设中心

核质量 $M_c = 0.6M_\odot$ ，对于第(i)种情况，从AGB阶段结束到中心星演化到25000K(行星状星云的核温度)需要 $2 \times 10^3 \text{yr}$ ，与年轻行星状星云的年龄^[43]符合得很好；对于第(iii)种情况，演化会快得多。所以第(i)种情况更符合观测结果。

(2) 星云的演化

AGB星几乎都是球对称的，而行星状星云呈现出各种不同的形态，这之间的转化是个较为复杂的问题。

Kwok^[2]提出了“相互作用风”模型。他指出：行星状星云的膨胀速度、壳层密度和形态结构与AGB星都有很大的不同。他解释为在post-AGB阶段发生了快速星风(量级是 $10^3 \text{km} \cdot \text{s}^{-1}$)，把AGB阶段剩下的星周包层吹走，由于快速星风的速度远大于AGB星周包层的膨胀速度，当快速星风赶上AGB阶段抛射的星周包层时，两者相互作用，产生一个比较稠密的区域，它们被已经变得高温的中心星的紫外光子激发而电离，形成了光学可见的行星状星云。这就是快速星风和AGB星风的相互作用模型。

Balick^[44]认为：在AGB阶段形成的包层并不是完全球对称的，而是赤道区的密度高于两极的密度，所以post-AGB阶段的快速星风赶上AGB的星周包层时，像个“雪梨”似地推着包层，会在较薄的地方推进得更深，形成了非球对称的形态，这种形态的不规则程度取决于包层密度的不均匀性、快速星风与星周包层的相互作用程度、行星状星云面与观测者视线的夹角。Balick定性地解释了行星状星云的各种形态，虽然关于快速星风和星周包层的密度都了解得不很清楚。

2. 观测

由于以下两个原因使对从AGB向行星状星云过渡的天体进行观测变得很困难；第一，AGB阶段大量的质量流失使得post-AGB中心星深埋在冷的尘埃壳层里，只有到了接近行星状星云阶段时，由于包层变薄才可以重新见到中心星，所以很难直接观测到这个阶段天体的中心星；第二，从AGB到行星状星云的演化时标很短(约几千年)，处于这个阶段的天体很少。由于第一个原因，人们转而在红外甚至射电波段对恒星包层的特性进行研究，企图以有别于HR图的方式来弄清楚在这个短暂的时标内所发生的巨大变化，许多人以不同的判断、不同的观测手段和方法在研究它们，下面分别介绍。

(1) 1951年，Bidelman首先注意到，有一些高银纬的F型超巨星，年轻而又处于高银纬，一直是天文工作者想弄清楚的问题，有人认为它们是星族II里的AGB或post-AGB星。Bond^[45]最先提出：这一类光变较小的89Her或UVHer天体是原行星状星云PPN(Proto Planetary Nebula)。Parthasarathy和Pottasch^[46]发现其中源HD161796有很强的红外色余，Likkell^[47]还探测到了它的CO(1-0)谱线，这些迹象很象post-AGB星。随后，Pottasch^[48]搜寻这一类具有远红外色余的高银纬F或G型超巨星一共有10个，研究它们的红外能谱、远红外光度和尘埃质量，发现它们和行星状星云的同类性质很相似，认为他们是小质量的AGB或post-AGB星。不过，还有另外一种解释：Humphreys和Ney^[49]认为这是双星系统，其M型伴星提供了红外色余。最近Waters等^[50]对89Her的观测表明它确实是处于双星系统中。

(2) 由于post-AGB中心星深埋在尘埃包层里，而尘埃包层吸收中心星的辐射在红外波

段再辐射, 所以低色温是搜寻 PPN 的重要判据。Likkel^[51] 选择了 $T(60/25) < 250\text{K}$, $T(25/12)/T(60/25) < 1.47$ (其中 $T(25/60)$, $T(25/12)$ 分别是根据 $25\mu\text{m}$ 和 $60\mu\text{m}$, $25\mu\text{m}$ 和 $12\mu\text{m}$ 的流量确定的色温) 的 135 源, 对它们进行了 OH、 H_2O 分子观测, 其中 75 个源探测到了 OH 发射。1991 年^[52] 又对其中 77 个源进行了 CO 分子观测, 确定了 21 个 post-AGB 候选体, 其中包括 HD161796, 它们至少含有以下三个特征之一: 中型光谱和正在膨胀的壳层; IRAS 流量不变, 有 CO 发射而没有 OH 发射; 不变的 OH/IR 源, 有光学对应体或反常的 OH 轮廓。

(3) Hu^[53] 采用以下判据搜索: 在 IRAS 双色图上处于 AGB 演化线和年轻行星状星云区之间; IRAS 流量的可变率 $\text{Var} < 20\%$; $F(60)/F(25) < 1$; $F(12) < 2\text{Jy}$ 剔除其中的已知源, 还有 62 个源, Hu 对它们进行了光学证认、可见区及近红外测光、光学光谱、CO、OH、 H_2O 分子脉泽的全面观测。结果表明: 其中约有一半有光学对应体; 几乎所有源都有红外色余; 光谱型在 F-M 之间; 其中有三个源与反射星云成协; No. 22 是 OH17.7—2.0, 它是双极的, No. 23 是低激发态的 [WC11]PN, No. 27 呈现出 $400\text{km}\cdot\text{s}^{-1}$ 的高速星风迹象^[54], 为“相互作用风模型”提供了有力的证据。如此多的结果表明这是一组成功率较高的搜寻。

五、存在的问题

虽然关于恒星在 AGB 及其后阶段的研究取得了一些进展, 但是还存在几个很大的问题:

1. C、O 丰度问题, 各种说法都有漏洞;
2. 快速星风的机制和规律;
3. AGB 的球对称性形态与行星状星云的非球对称形态之间的转变。我们希望更完善的理论和更先进的观测手段会对此有帮助。

参 考 文 献

- [1] Renzini, A. and Fusi Pecci, F., *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 226 (1988), 199.
- [2] Kwok, S., *Ap. J.*, 258 (1982), 280.
- [3] Weidemann, V. and Schönberner, D., in *From Miras to Planetary Nebulae*, ed. by M. O. Mennessier and A. Omont, p. 3, (1989).
- [4] Paczyński, B., *Acta Astron.*, 21 (1971), 417.
- [5] Jura, M., in *Molecular Astrophysics*, ed. by T. W., Hartquist p.424, (1990).
- [6] Jura, M., *Astron. Astrophys. Rev.*, 2 (1991), 227.
- [7] Iben, I., *Annu. Rev. Astro. Astrophys.*, 21 (1983), 271.
- [8] Willems, F. J., and de Jong, T., *Astron. Astrophys.*, 196 (1988), 173.
- [9] Willems, F. J., and de Jong, T., *Ap. J.*, 309 (1986), L39.
- [10] Nakada, Y. et al., *Ap. J.*, 323 (1987), L77.
- [11] Le Bertre, T. et al., *Astron. Astrophys.*, 235 (1990), L5.
- [12] Kwok, S., *Ap. J.*, 198 (1975) 583.
- [13] Tielens, A. G. G. M., *Ap. J.*, 271 (1983), 702.
- [14] Wood, P. R., *Ap. J.*, 227 (1979), 220.
- [15] Hill, S. J. and Willson, L. A., *Ap. J.*, 229 (1979), 1029.
- [16] Bowen, G. H., *Ap. J.*, 329 (1988), 299.
- [17] Hartmann, L. and MacGregor, K. B., *Ap. J.*, 242 (1980), 260.
- [18] Pijpers, F. P. and Habing, H. J., *Astron. Astrophys.*, 209 (1989), 198.

- [19] Pijpers, F. P. and Habing, H. J., *Astron. Astrophys.*, 215 (1989), 334.
- [20] Reimers, D., in *Problems in Stellar Atmospheres and Envelopes*, ed. by B. Bascshek, p. 229, (1975).
- [21] Sivagnanam, P. et al., *Astron. Astrophys.*, 206 (1989), 285.
- [22] Eder, J. et al., *Ap. J. Suppl. Ser.*, 66 (1988), 183.
- [23] Bedijn, P. J., *Astron. Astrophys.*, 186 (1987), 136.
- [24] Rowan-Robinson, M. et al., *M. N. R. A. S.*, 222 (1986), 273.
- [25] Bedijn, P. J., *Astron. Astrophys.*, 205 (1988), 105.
- [26] Baud, B., and Habing, H. J., *Astron. Astrophys.*, 127 (1983), 73.
- [27] Epchtein, N. et al., *Astron. Astrophys.*, 227 (1990), 82.
- [28] Chan, S. J. and Kwok, S., *Ap. J.*, 334 (1988), 362.
- [29] Groenewegen, M. A. T. et al., *Astron. Astrophys.*, 253 (1992), 150.
- [30] IRAS team, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 65 (1986), 607.
- [31] van der Veen, W. E. C. J. and Olofsson, H., in *From Miras to Planetary Nebulae*, ed. by M. O. Mennessier and A. Omont, p. 139, (1989).
- [32] Knapp, G. R. and Morris, M., *Ap. J.*, 292 (1985), 640.
- [33] Jewell, P. R. et al., *Astron. Astrophys.*, 130 (1984), L1.
- [34] Nyman, L. A., Olofsson, H., *Astron. Astrophys.*, 158 (1986), 67.
- [35] Schutte, W. A., Tielens, A. G. G. M., *Ap. J.*, 343 (1989), 369.
- [36] Herman, J. et al., *Astron. Astrophys.*, 167 (1986), 247.
- [37] Jura, M., *Ap. J.*, 313 (1987), 743.
- [38] van der Veen, W. E. C. J., *Astron. Astrophys.*, 210 (1989), 127.
- [39] Schönberner, D., in *Late Stages of Stellar Evolution*, ed. by S. Kwok and S. R. Pottasch, p. 431, (1987).
- [40] Schönberner, D., *Ap. J.*, 272 (1983), 708.
- [41] Wood, P. R. and Faulkner, D. J., *Ap. J.*, 307 (1986), 659.
- [42] Schönberner, D., *Astron. Astrophys.*, 79 (1979), 108.
- [43] Sabbadin, F., *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 64 (1986), 579.
- [44] Balick, B., in *Planetary Nebulae*, ed. by Torres-Peimbert S., p. 83, (1987).
- [45] Bond, H. E. et al., *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 96 (1984), 176.
- [46] Parthasarathy, M. and Pottasch, S. R., *Astron. Astrophys.*, 154 (1986), L16.
- [47] Likkell, L. et al., *Astron. Astrophys.*, 173 (1987), L11.
- [48] Pottasch, S. R. and Parthasarathy, M., *Astron. Astrophys.*, 192 (1988), 182.
- [49] Humphreys, R. M., and Ney, E. P., *Ap. J.*, 190 (1974), 339.
- [50] Waters, L. B. F. M. et al., in *The Infrared Spectral Region of Stars*, ed. by C. Jaschek and Y. Andriolat, p. 40, (1991).
- [51] Likkell, L., *Ap. J.*, 344 (1989), 350.
- [52] Likkell, L. et al., *Astron. Astrophys.*, 246 (1991), 153.
- [53] Hu, J. Y. et al., in *From Miras to Planetary Nebulae*, ed. by M. O. Mennessier, and A. Omont, p. 487, (1989).
- [54] Slijkhuys, S. et al., *Astron. Astrophys.*, 248 (1991), 547.

(责任编辑 林一梅)

From AGB Star to Planetary Nebula

Jiang Biwei · Hu Jingyao

(Beijing Astronomical Observatory, Chinese Academy of Sciences, Beijing 100080)

Abstract

This paper describes some properties of AGB (Asymtotic Giant Branch) stars. Some emphasis is put on the mass loss of AGBs, including the mechanism, law and calculation of mass loss. The progress of the study on properties of the transition objects from AGBs to planetary nebula is also presented.