

恒星的主序后演化*

徐兰平

(北京大学地球物理系)

提 要

本文按质量把恒星分为四类：一、小质量恒星 $0.07M_{\odot} < M < 2.2M_{\odot}$ ，二、中质量恒星 $M < 8M_{\odot}$ 或 $9M_{\odot}$ 之间，三、准大质量恒星 $M < 13M_{\odot}$ ，四、大质量恒星。分别对它们主序后演化中的若干重要问题，特别是近十年中的研究进展作了评述。

一、引 言

三十年代末，即半个世纪前，核反应知识的发展，使恒星结构和演化的理论开始有了完备的物理基础。人们知道，用静力平衡、能量释放和能量输运可以写出一组方程式。原则上，恒星的全部结构可由这组方程解出。从此，恒星结构和演化成为一门典型的理论天体物理课题。

要解出结构和演化，当然还有许多物理上的困难。为此人们需事先知道各种不同组分的介质在各种温度和密度下的物态方程、能量输运机制和核反应速率等。此外也有数学上的困难。因为这是一组很复杂的微分方程，不可能期望求得解析解。

至六十年代，经过大量工作的积累，主序星结构的模型计算已相当完善。与此同时，对不同质量恒星的不同演化进程也有了基本的了解。但大体上来说，人们对大质量恒星的了解不如小质量恒星，对后期演化的了解不如前期。

此后二十年中，基于计算工具和技能的提高、物理知识的积累及某些突破，加上天文观测提供的经验素材，恒星结构和演化的理论也随之不断丰富。对最终了解各种质量的恒星的全部演化进程来讲，显然仍要走一段漫长的路程。但与十几年前的情况相比，进展还是很巨大的。本文的目的正是评述这段时期内取得的新进展。

二、演化进程中的基本要素

本文主要目的在于评述恒星演化理论所取得的新成果，而不在于获得这些结果的物理论据。因此，这里先对决定或影响演化进程的若干基本物理因素作一简单说明。

恒星演化的基本进程是一个核聚变逐级相继的过程。较重的核具有更多的电荷，一般说

*国家自然科学基金及国家教委天文观测计划支持项目。

1989年2月19日收到。

来需有更高的温度来引起聚变。由实验室测量反应截面作为温度和密度的函数, 人们作恒星演化的模型计算, 弄清自然的聚变序列是: (1) 氢转化为氦; (2) 氦转化为碳和氧; (3) 碳转化为氮和少量的镁等; (4) 由氮生成镁和硅; (5) 由氧转化为硅和少量硫、氩和钙; (6) 由硅生成铁群元素。

当星核有核聚变, 恒星才能在近似稳衡的结构。任一级聚变终止时, 星核必定收缩, 引力能的释放使恒星中心温度和温度梯度升高。中心温度升高到一定程度, 才有下一级的核燃烧。

氢燃烧结束形成氦星核。这时恒星收缩首先引起紧邻氦星核的氢壳层的点火, 而不是星核中的氢的点火。氢壳燃烧使氦星核增大, 从而氦星核的中心温度可能升得更高。这分析也适用于后继的聚变。

恒星收缩时, 单位质量释放的引力能约与恒星质量成正比。因此, 大质量恒星收缩到较低密度时就可以达到某点火温度, 而小质量恒星则需收缩到更高密度时才能达到同样的温度。

当电离气体密度升得很高时, 其电子组分将简并, 即它的热状态需由Fermi统计来描述。简并电子气体的内能和压强主要取决于密度, 而对温度的依赖甚微。当电子气体简并时, 气体的压强主要来自电子, 离子的贡献变得很次要。简并气体与非简并气体在物理性质上的差别对不同质量的恒星在演化进程上的差别起着重大作用。

下面我们将按初始质量的大小分几类来讨论它们的演化历史和最终归宿。这种分类中, 星核气体是否简并是很关键的问题。

三、小质量恒星(氦闪问题)

1. 恒星质量的下限

如果主序前星质量太小, 以至收缩到密度很高、电子气体已简并时, 氢仍未点火, 那么这种星中的氢将永不会点火。继续收缩时, 引力能全部转化为电子简并能尚不够, 因而离子将变冷。这一因素决定了主序星的质量下限 M_{\min} , 其值是 $0.07M_{\odot}$ 。它达到的最高温度为 $T_c = 10^7\text{K}$, 相应的密度为 $\rho_c = 10^3\text{g}\cdot\text{cm}^{-3}$, 其中下标c代表中心点的值。

2. 小质量恒星的范围

为描述演化进程而对恒星按质量进行分类, 并没有公认的标准。本文主要参照Chiosi^[1]的标准来划分。

$M > M_{\min}$, 氢能点火, 才形成恒星。氢星核燃烧阶段结束, 形成氦星核。在氢壳燃烧阶段, 氦星核的质量和密度在增加, 这使温度也升高。我们把小质量恒星的范围规定为氦点火前星核已达电子简并的恒星, 其质量上限值为 $2.2M_{\odot}$ 。

这一范围内的恒星有两个亚类: 质量偏小的亚类, 由于简并氦星核质量太小, 温度不可能达到氦点火。就星核而言, 能使氦点火的最小简并星核质量在 $0.45-0.50M_{\odot}$ 之间, 确切值取决于恒星的初始化学组份。就整个恒星来讲, 这一亚类的最大质量约为 $0.50M_{\odot}$ 。

这一亚类的恒星在氢燃烧结束后将以形成氦白矮星而终止其演化。由于它们的主序寿命比宇宙年龄还长很多, 因此讨论其主序后演化没有现实意义。

讨论小质量恒星演化的兴趣在其质量偏大的亚类, 即 $0.5M_{\odot} < M < 2.2M_{\odot}$ 。它在氦点火时发生氦闪。

3. 氦闪的机制

当简并氦星核的质量因积累而超过临界值($0.45-0.50M_{\odot}$)时, 氦将在简并气体中点火。相应的物理条件为 $T_c \approx 8 \times 10^7 \text{K}$, $\rho_c = 10^6 \text{g} \cdot \text{cm}^{-3}$ 。

在简并条件下点火会造成氦闪的定性原因是清楚的。非简并气体的压强与温度成正比, 因而非简并气体中点火造成的局部温度升高会伴随有压强升高。于是, 星核将膨胀, 从而抑制了温度的上升。此负反馈机制调节了燃烧速率, 使点火后的聚变能够平稳进行。简并气体的压强对温度不响应, 因此简并气体中点火后发生的是正反馈。温度局部升高导致燃烧率上升, 反过来局部温度升得更高, 从而出现热失控(thermal runaway)。相应的现象叫氦闪。

氦闪或热失控作为恒星演化中的一种不稳定性, 近十几年来被很多作者研究过。Iben 和 Renzini^[2] 对氦闪的各个方面作过详尽的讨论, 并能在其中找到大量原始文献。这一问题中最令人感兴趣的方面之一是恒星会不会或在什么程度上将被这种不稳定性毁掉。此问题已大体上有了答案。

4. 氦闪的位置

按今天普遍接受的中微子能耗计算, 氦星核收缩时温度最高处不在中心, 而在偏离中心的某一壳上^[2]。因而氦闪也将首先出现在此壳上。壳偏离中心的程度随星核质量增大而增大。星核质量则随恒星总质量和初始化学组份而异^[3]。

5. 氦闪的后果

定性说来, 氦闪发生后, 有两个因素会抑制它的强度: (1) 温度升得很高以后电子简并程度有所降低, 从而星核会开始膨胀; (2) 星核光度在短时间内剧增会造成对流, 把所释放的核能带出。

许多作者在准静止近似下对氦闪作过数值性的模型计算^[4-6]。各人描绘出的进程相近。第一个氦闪将使贴近燃烧壳以外某个区域内的电子简并消除。它过去后, 还会有若干个后继的较小的氦闪, 一个比一个更接近中心。当最后的氦闪在中心发生时, 则简并就完全解除了。这期间内大约有5%以上的氦转化成为碳。

对氦闪作动力学计算^[7-10]的结果很不确定。非常极端的结果是恒星会全部或部分受毁。不很极端的结果指出会有一爆燃(deflagration)波及全星, 从而大部分氦将烧成碳。这些结果并不很可信, 且某种程度上与观测是矛盾的。

在各种计算的基础上, 今天人们一般是相信氦闪只会去除星核中的简并, 最终导致氦在非简并星核中的平静燃烧。在HR图上, 恒星将从红巨星(氢壳燃烧)的顶端移至水平支或红块区(red clump)。

6. 氦闪结束后的演化

如果人们的猜测正确, 氦闪后应是星核中氦的稳态燃烧阶段。待中心氦耗尽, 星核收缩再点火, 造成氢和氦的双壳燃烧阶段, 这就是AGB相。

氦燃烧后形成的碳-氧星核是高度电子简并的, 但温度不足以使碳点火。碳点火需要碳-氧星核的质量接近Chandrasekhar极限。由于AGB相的双壳燃烧具有脉动不稳定性, 恒星在这期

间会有显著的质量丢失。 $M < 2.2M_{\odot}$ 的小质量星不能在最后造成一个接近 $1.4M_{\odot}$ 的碳-氧星核, 于是这一亚类恒星的演化将以碳-氧白矮星告终。

四、中质量恒星(碳引爆或碳爆燃)

1. 中质量恒星的范围

对 $M > 2.2M_{\odot}$ 的恒星, 氦将在非简并条件下点火并正常燃烧。若恒星质量不太大, 而后形成的碳-氧星核将是电子简并的。这就是我们所谓的中质量范围。这质量范围的上限约是 $8-9M_{\odot}$ [11, 12], 确切值有赖于起始化学组份。

2. 碳的简并点火条件

Paczynski [13] 在 1970 年就指出, 任何具有高度简并星核的恒星, 其内部结构以及演化性质仅由星核质量决定。对具有简并碳-氧星核的恒星, 碳点火需发生在 $T_c = 3 \times 10^8 \text{K}$ 及 $\rho_c = 3 \times 10^9 \text{g} \cdot \text{cm}^{-3}$ 。为达到这条件, 星核至少需有 $1.39M_{\odot}$ [13, 14], 即略低于 Chandrasekhar 极限。

在中质量恒星中, 以能否积累起 $1.39M_{\odot}$ 的碳-氧星核为界, 可分为两个亚类。质量较小亚类的演化较简单。因碳不会点火, 它将以碳-氧白矮星为终局。在质量较大的亚类中, 碳将在简并条件下点火, 于是又引伸出一系列有趣的课题。

这两个亚类的分界, 若以恒星总质量来说, 约为 $5-6M_{\odot}$ 。不用说, 分界值应是很确定的, 但取决于恒星的起始组份。

3. 碳引爆(Carbon detonation)假设

在碳开始点火时, 星核中心有对流。对流把碳燃烧所释放的能量传出, 所以不会立即出现热失控。但终究碳闪会很快形成, 并发展成爆炸性的燃烧。早期研究这现象时, 倾向于认为 [15, 16] 会发生一个碳引爆波, 即碳闪产生一个激波, 当激波传向未燃介质时把介质逐渐点燃, 长时间以来, 对这观点有过许多的研究工作 [17, 18]。

4. 碳引爆的可能后果

假设存在碳引爆, 则计算表明 [17, 18]: 其后果是全部燃料在引爆后会达到核统计平衡丰度, 其间释放的核能超过恒星的结合能。这样引起两个问题: (1) 脉冲星只能由中等质量以上的恒星形成, 从而显得不够多 [19]; (2) 若这质量范围内所有恒星都发生碳引爆、都抛出 $1.4M_{\odot}$ 的铁群元素, 则铁群元素的丰度比观测预期的值要大六倍。

若干因素使人们感到矛盾不应如此尖锐, 因此, 人们作了许多努力以图对模型加以改进。

提出的一种可能是把碳点火推迟 [17, 20, 21]。点火时密度更高, 则 β 过程会导致星核的内爆 (implosion)。这样将会形成中子星, 并把新产生的铁群元素冻结在中子星内。

另一种方案是考虑对流 URCA 过程的影响 [22]。对流中, 离子在高密层吸收电子进行反 β 衰变, 放出中微子, 流入低密层, 利用该处费米能低, 离子进行 β 衰变而放出电子及反中微子。净效果是中微子对带走了能量, 抑制了碳燃烧的程度。

总的来说, 这些可能性都经不起推敲。或者会引伸出其他困难 [23, 24], 或需要人为的细调 [22]。总之, 使人们觉得它们可能是不正确的。

5. 引爆假设的自治性

一个根本性的问题是,能否从动力学上证明爆炸性燃烧会发展为一个引爆。这里有许多因素必须考虑。激波在非均匀介质中传播时,波的强度会受到抑制。碳聚变所释放的能量比费米能小,因此燃烧引起的超压(overpressure)并不严重。许多作者指出^[25-29],仔细分析这些因素后发现不象会发生引爆。

6. 碳爆燃(Carbon deflagration)假设

如果碳燃烧释放的能量由对流和传导向外输运,同时未燃的碳又由 Rayleigh-Taylor 不稳定性而向内输运,那么碳燃烧过程将产生一个爆燃而不是引爆。是爆燃或是引爆,很大程度上取决于燃料的混合速率。过快的物质输运会导致引爆。爆燃波以其亚声速传播为基本特征^[16,17,20]。

Buchler和Mazurek做过一个爆燃模型^[29]。他们的模型中恒星的外包层会被抛出去,留下一个部分燃烧了的星核,它最终会成为铁星核。另一方面,Nomoto 等人的爆燃模型产生的铁虽少,但恒星会全毁掉^[27]。这类模型的结果仍很不确定。

五、准大质量恒星

1. 准大质量的含义

中质量恒星以碳的简并点火为标志。当质量 $M > 8M_{\odot}$, 碳点火将在轻度简并或非简并星核中平静地发生。通常人们把每一级核点火都能平静地进行,直至形成铁星核的恒星称为大质量恒星。其质量下限约为 $13-15M_{\odot}$ 。在中质量恒星和大质量恒星之间有一个区间,我们称它为准大质量恒星。

如此定义的准大质量恒星,虽然质量范围并不宽,但却远不是一种单纯类型。实际上它覆盖了许多演化进程很不相同的复杂类型。下面我们讨论 $8-10M_{\odot}$ 及 $10-12M_{\odot}$ 的两个主要亚类。其共同之点在于碳正常燃烧后形成的氧-氦-镁星核是简并的,而演化进程与终局则很不相同。

2. 电子俘获不稳定性

Miyazi等人^[48]及Nomoto^[49,50]研究过质量范围为 $8-10M_{\odot}$ 的恒星。

碳正常燃烧后形成氧-氦-镁星核。达到下一步氦点火需要氦燃烧壳之内的质量达到临界值 $1.37M_{\odot}$ 。在星核再收缩期间,星核中心氦不能点火,星核紧邻的碳也不能点火。恒星仍处于双壳(氢和氦)燃烧相。

持续至氦燃烧壳之内的质量积累至 $1.375M_{\odot}$,电子俘获开始发生。 ^{24}Mg 和 ^{20}Ne 开始吸收简并气体中的高能电子而进行反 β 衰变,形成富中子核。自由电子的减少使简并压强削弱,于是星核开始猛烈收缩。

当中心密度高达 $2.5 \times 10^{10} \text{g} \cdot \text{cm}^{-3}$,氧开始点火,并激起爆燃。爆燃把物质组份烧成核统计平衡的丰度。因为对流引起的爆燃波前传播速度很慢,所以形成的爆燃波几乎是稳定的。一旦爆燃波内的质量超过Chandrasekhar极限,加上电子俘获在削弱简并压强,最终星核要塌缩。

Hillebrandt 等人^[30]计算过在这情况下的超新星爆发后指出,坍塌星核反弹时的质量为

1.1 M_{\odot} 。作为 II 型超新星爆发释放的能量是 2×10^{51} erg, 留下的残骸是中子星, 相应的质量约为 1.2 M_{\odot} 。

3. 氦闪

对于 $M=10-12M_{\odot}$ 的另一亚类, 它的特征是碳燃后形成的简并氧-氦-镁星核, 其质量会高达 1.37 至 1.50 M_{\odot} , 因而氦会点燃。

由于中微子冷却, 简并核内有温度反转, 因此氦点火的位置是偏心的。简并下的氦壳燃烧不稳定, 即要发生氦闪。后继的演化敏感地依赖于恒星质量, 而又严重地影响恒星的最终命运。

对接近 12 M_{\odot} 的恒星, 氦闪首先发生于 $M_r=0.3M_{\odot}$ 处。氦和氧的燃烧形成一个硅和硫的壳。氦闪不断内移, 最终形成一个硅和硫的星核。因这类恒星中氦是逐层燃烧的, 每闪一次所释放的能量不足以引起巨大的动力学效果^[31]。

对这类当中质量较小的恒星 ($M=11.2M_{\odot}$), 氦燃烧层向内移, 达到高密度 ($\rho > 10^8 \text{g} \cdot \text{cm}^{-3}$) 时, 氦闪具有显著的爆破性, 从而有动力学效果^[32]。

质量更小的恒星可能情况又不同, 结果取决于收缩加热与中微子冷却的竞争。质量在 10—11 M_{\odot} 的恒星氦燃烧很可能不会发展至中心。在接近中心处会被中微子冷却所熄火。

值得注意, 这一亚类中质量较大的恒星最终已能稳定地形成硅硫星核。由于电子俘获和富中子核 (^{30}Si , ^{34}Si 等) 的形成, 自由电子已显著减少, 星核也就不会高度地简并了。因此可期望对更大一些的质量, 硅能稳定点燃, 这就完成了全部的核聚变进程。

六、大质量恒星(葱头模型)

1. 基本特征

大质量恒星的质量范围大致从 13—15 M_{\odot} , 直至 100 M_{\odot} 。这一范围内的恒星模型或许是研究得最多的^[33-36]。

这类恒星的后期演化相对说来较为简单, 而前期演化(氢和氦燃烧期)却比较复杂。前期的不确定性主要来自恒星风引起的质量丢失。尽管有各种不确定性, 人们一般相信, 这一范围内的恒星将会完成全部的核聚变序列。

2. 葱头结构的形成

中微子冷却对演化性质起着关键作用。中微子强烈的冷却作用促进了简并, 从而把下一级点火推迟了, 并把中心燃烧阶段出现对流的倾向也削弱了。这样, 因燃料无法从更大范围内输入, 燃烧星核的质量就严重受限制, 且造成每一后继阶段的燃料必少于前一阶段。

此外, 由于星核是部分简并的, 并因中微子能耗而冷却, 所以星核需发展到更高密度来实现下面每一级的点火。这就使星核质量最终总是积累到 1.4 M_{\odot} 左右, 而与恒星总质量无关。

虽然各种模型有许多细节差别, 但所有模型最后给出类似的结果。中心会发展起一个约 1.4 M_{\odot} 的铁核, 周围包着由未燃尽燃料隔开的若干个燃烧壳。这就是葱头结构。

3. 最终命运

对形成葱头结构的恒星的最终命运,人们的看法很一致。铁已不能发生放热的核反应。反之,在恒星外包层的巨大压力下它会发生吸热的碎裂反应。铁原子核将逐步碎裂直至形成氦核、中子和质子。此外星核内的高温和高密促使着原子核进行电子俘获。这两重原因都严重地削弱了维持星核平衡的简并压力。于是最终的坍缩是不可免的。一般认为,坍缩的结局是形成中子星,也可能形成黑洞。由于描述坍缩过程的动力学理论太困难,故至今结果仍不很确定。

4. 大质量恒星的质量上限

许多人研究过,是否存在一种物理机制,它使恒星质量存在一个上限。对这一问题一直很有争议。Larson和Starrfield^[37]曾算出,富金属气体中不形成100M_⊙以上的恒星。Bond等人^[38]把同样的论据用于无金属气体,发现上限会推至 $5 \times 10^3 M_{\odot}$ 。

即使能形成很大质量的恒星,它的稳定性也是一个问题。Ledoux^[39]很早就指出,大质量恒星在氢燃烧期就存在振荡不稳性。Schwartzschild和Harm^[40]在线性近似下算出,保持稳定的质量上限为60M_⊙。近年的研究把这上限推至90M_⊙^[41]。因此人们曾相信,如果形成了超过上限质量的恒星,脉动不稳性会导致显著的质量丢失,直至它的质量降至极限值以下。

但这结论并不能肯定。Humphreys^[42]由银河系及河外星系的观测HR图指出,质量大至100及130M_⊙的恒星确实存在。此外,脉动不稳性的分析表明^[43-47],所导致的大质量星质量丢失率仅为 10^{-4} 至 $10^{-5} M_{\odot}/\text{yr}$ 。因此,尽管有质量丢失,大质量恒星仍能存在一个与其主序寿期可比拟的长时间。因此,能长期存在的恒星的最高质量问题仍是一个尚未解决的悬题。

最后作者感谢Chiosi教授对几个疑点的澄清。

参 考 文 献

- [1] Chiosi, C., In *Nucleosynthesis and Chemical Evolution*, ed. by A. Maeder et al., Geneva Observatory. (1986).
- [2] Iben, I. Jr. and Renzini, A., *Physics Reports*, **105** (1984), 329.
- [3] Buzzoni, A. et al., *Astron. Astrophys.*, **128** (1983), 94.
- [4] Mengel, J. G. and Gross, P. G., *Astrophys. Space Sci.*, **41** (1976), 407.
- [5] Despain, K. H., *Astrophys. J.*, **253** (1982), 11.
- [6] Mengel, J. G. and Sweigart, A. V., in *Astrophysical Parameters of Globular Clusters*, ed. by A. G. D. Philip, p. 277, Dordrecht, (1981).
- [7] Cole, P. W. and Deupree, R. G., *Astrophys. J.*, **239** (1980), 284.
- [8] Cole, P. W. and Deupree, R. G., *Astrophys. J.*, **247** (1981), 607.
- [9] Deupree, R. G., and Cole, P. W., *Astrophys. J. Lett.*, **294** (1981), L35.
- [10] Deupree, R. G., *Astrophys. J.*, **303** (1986), 649.
- [11] Becker, S. A. and Iben, I. Jr., *Astrophys. J.*, **232** (1979), 831.
- [12] Becker, S. A. and Iben, I. Jr., *Astrophys. J.*, **237** (1980), 111.
- [13] Paczynski, B., *Acta Astr.*, **20** (1970), 47.
- [14] Paczynski, B., *Acta Astr.*, **21** (1971), 271.
- [15] Arnett, W. D., *Nature*, **219** (1968), 1344.
- [16] Bruenn, S. W., *Astrophys. J.*, **168** (1971) 203.
- [17] Mazurek, T. J. and Wheeler, J. C., *Fund. Cosmic. Phys.*, **5** (1980), 193.
- [18] Woosley, S. E., in *Nucleosynthesis and Chemical Evolution* ed. by A. Maeder et al., Geneva:

- Observatory, (1986).
- [19] Ostriker, J. P. et al., *Astrophys. J. Lett.*, **188** (1974), L87.
- [20] Sugimoto, D. and Nomoto, K., *Space Sci. Rev.*, **25** (1980), 155.
- [21] Iben, I. Jr., *Astrophys. J.*, **253** (1982), 248.
- [22] Paczynski, B., *Astrophys. Lett.*, **11** (1972), 53.
- [23] Mazurek, T. J., Ph. D. thesis, Yeshiva University, (1972).
- [24] Bruenn, S. W., *Astrophys. J. Lett.*, **183** (1973), L125.
- [25] Mazurek, T. J. et al., *Astr. Space Sci.*, **27** (1974), 261.
- [26] Mazurek, T. J. et al., *Astrophys. J.*, **215** (1977), 513.
- [27] Nomoto, K. et al., *Astrophys. Space Sci.*, **39** (1976), L37.
- [28] Chechektin, V. M. et al., in *Supernovae*, ed. by D. N. Schramm, p. 159, Dordrecht, (1977).
- [29] Buchler, J. R. and Mazurek, T. J., *Mem. Soc. Roy. Sci. Liege*, **8** (1975), 435.
- [30] Hillebrandt, W. et al., *Astron. Astrophys.*, **133** (1984), 175.
- [31] Nomoto, K., in *Proc. of the 12th Texas Symp. on Relativistic Astrophysics*, (1985).
- [32] Woosley, S. E. et al., in *Type I Supernova*, ed. by J. C. Wheeler, p. 96, Univ. of Texas, Austin, (1980).
- [33] Arnett, W. D., *Astrophys. J. Suppl.*, **35** (1977), 145.
- [34] Weaver, T. A. and Woosley, S. E., *Ann. N. Y. Acad. Sci.* **336** (1980), 335.
- [35] Weaver, T. A. et al., *Bull. A. A. S.*, **14** (1982), 957.
- [36] Woosley, S. E. et al., in *Stellar Nucleosynthesis*, ed. by C. Chiosi and A. Renzini, p. 26, Dordrecht, (1984).
- [37] Larson, R. B. and Starrfield, S., *Astron. Astrophys.*, **13** (1971), 190.
- [38] Bond, J. R. et al., in *Supernovae: A Survey of Current Research*, ed. by M. J. Rees and R. J. Stoneham, p.303, Cambridge Univ. Press, (1982).
- [39] Ledoux, P., *Astrophys. J.*, **94** (1947), 537.
- [40] Schwarzschild, M. and Harm, R., *Astrophys. J.*, **129** (1959), 637.
- [41] Stothers, R. and Simon, N. R., *Astrophys. J.*, **160** (1970), 1019.
- [42] Humphreys, R. M., in *The Most Massive Stars*, ed. by S. D'Odorico, D. Baade and K. Kajar, ESO Workshop, p. 339, (1982).
- [43] Appenzeller, I., *Astron. Astrophys.*, **2** (1970), 216.
- [44] Appenzeller, I., *Astron. Astrophys.*, **5** (1970), 355.
- [45] Ziebarth, K., *Astrophys. J.*, **162** (1970), 947.
- [46] Papaloizou, J. C. B., *M. N. R. A. S.*, **162** (1973), 143.
- [47] Papaloizou, J. C. B., *M. N. R. A. S.*, **162** (1973), 169.
- [48] Miyazi, S. et al., *Publ. Astron. Soc. Japan*, **32** (1980), 303.
- [49] Nomoto, K., in *Stellar Nucleosynthesis*, ed. by C. Chiosi and A. Renzini, p. 239, Dordrecht, (1984).
- [50] Nomoto, K., *Astrophys. J.*, **277** (1984), 791.

(责任编辑 林一梅)

The Post Main Sequence Evolution of Stars

Xu Lanping

(Department of Geophysics, Beijing University)

Abstract

Stars can be classified into four categories according to their initial mass as follows: (1) low mass stars with $0.07M_{\odot} < M < 2.2M_{\odot}$; (2) intermediate mass stars with $M < 8$ to $9M_{\odot}$; (3) quasi-massive stars with $M < 13 M_{\odot}$; and (4) massive stars. Some important questions about the post main sequence evolutions of stars with different mass are reviewed, attention being paid especially to the progress in the last decade.