

白矮星研究的某些进展

应 晓 束成钢 傅承启

(中国科学院上海天文台 上海 200030)

摘 要

综合叙述了白矮星诞生率研究的近况,详细介绍了 DA、非 DA 型白矮星质量、质量分布以及确定质量的方法,对白矮星光度函数作了较为全面的回顾。指出了一些目前白矮星研究工作中仍存在的问题。

关键词 恒星:白矮星 — 恒星:质量、光度函数 — 恒星:形成

1 引 言

近十几年中,随着观测手段的不断发展和理论的逐步完善,人们对白矮星有了更为深入的了解。目前的普遍看法是^[1]:大多数白矮星的质量约为 $0.60M_{\odot}$ 左右,它们是中、小质量恒星演化的最终结果。中、小质量恒星在其演化过程中,当质量大于某一上限时,就会引起碳燃烧,后经双壳层燃烧阶段,上升到渐近巨星支 (AGB),随着简并核的“生长”,最后形成了白矮星。恒星在白矮星前的整个演化中存在着严重的质量损失,除星风外,在 AGB 阶段也伴随着明显的质量损失。这点已通过星周壳层的观测得到了证实^[2,3]。从白矮星的形成过程来看,人们可以很自然得出这样一个结论,即行星状星云处于 post-AGB 阶段,其中心星是白矮星的直接前身星。

不同的研究结果,包括行星状星云中心

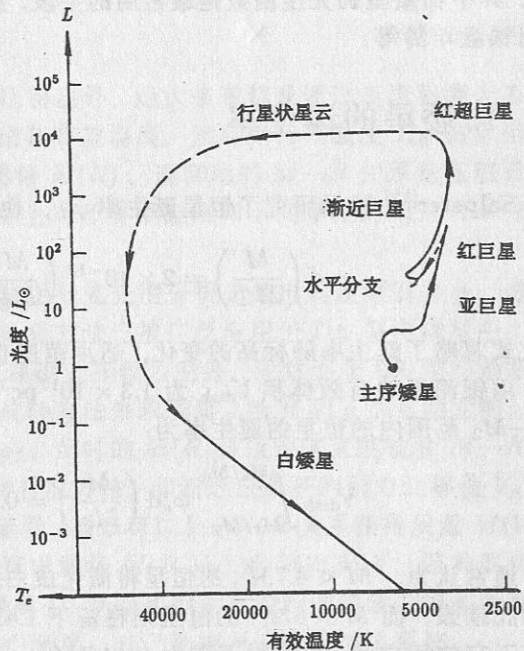


图 1 中、小质量恒星从主序到白矮星的完整演化过程^[99]

从 AGB 经行星状星云到白矮星的行踪是不确定的

星的质量分布表明^[4-6]，上面所述的关于白矮星的演化途径是成立的(见图1)。当然还有另外一些通向白矮星的演化途径^[7]，如热亚矮星(sdO, sdB及其它蓝低光度恒星)，但这些途径至今尚未完全弄清楚，而且相对于上述演化途径来说它们显得不太重要^[8,9]。

光谱研究表明白矮星主要分为两大类：DA型和非DA型。DA型白矮星的光谱中只含有HI线，而没有HeI等其它谱线，并且与主序上的A型星的光谱相似；非DA型白矮星是光谱中含He线，而没有H线的白矮星。根据谱线中He线的强弱，它们可再进一步细分为DO、DB、DC、DQ、DZ型等一些类型。

白矮星为什么会分成DA和非DA型，人们至今还没有找到满意的答案。大多数人认为^[10]这个分类在恒星演化成白矮星前就已经形成了，然而这种看法的证据并不充分。80年代后期，Fontaine等人提出了所谓的单通道模型^[10]。他们认为本质上白矮星只有一种类型，只不过在它们的冷却过程中时常改变着自己的“面孔”而已。如在冷却期间，富H的DA型白矮星先变成DB型，然后再变回DA型。单通道模型的提出确实引起了很大的反响，但有一点是它无法解释的，即该模型要求所有白矮星的表层都是H层，即使是富He白矮星，它的表面也应该是一层薄薄的H层，而且H层质量又必须在 $10^{-7}M_{\odot} \sim 10^{-14}M_{\odot}$ 范围内。然而基于对红巨星的認識，人们知道白矮星的H层质量非常大，约为 $10^{-4}M_{\odot}$ ^[10]。

由于白矮星的演化时标相当长，人们常把它看作是探究银河系演化历史的“恒星化石”^[11]。其中白矮星的光度函数是最常用的手段，通过它可以求得恒星形成速率(SFR)，进而推测出银盘年龄等。

2 白矮星的诞生率

Salpeter^[12]较早研究了恒星诞生率 φ_s ，他得到的恒星诞生率函数为：

$$\varphi_s d\left(\frac{M}{M_{\odot}}\right) = 2 \times 10^{-12} \left(\frac{M}{M_{\odot}}\right)^{-2.35} d\left(\frac{M}{M_{\odot}}\right) \text{pc}^{-3} \cdot \text{yr}^{-1} \quad (1)$$

但上式忽略了诞生率随标高的变化，适用范围也仅是 $0.4 \leq M/M_{\odot} \leq 10$ 。

由银河系的有效体积 V_{disk} 为 $1.3 \times 10^{11} \text{pc}^3$ ^[12]并结合式(1)，可以得到银河系中质量在 M_1-M_2 范围内的恒星的诞生率为：

$$V_{\text{disk}} \int_{M_1/M_{\odot}}^{M_2/M_{\odot}} \varphi_s d\left(\frac{M}{M_{\odot}}\right) = 0.19 \left(\frac{M}{M_{\odot}}\right)^{-1.35} \left| \frac{M_1/M_{\odot}}{M_2/M_{\odot}} \right. \text{yr}^{-1} \quad (2)$$

通常认为， $M < 4.7M_{\odot}$ 的恒星将演化成白矮星， $4.7-8M_{\odot}$ 的中等质量恒星将成为超新星彻底摧毁，而 $M > 8M_{\odot}$ 的恒星则将留下 $1.4M_{\odot}$ 的中子星^[13]。如果近似认为恒星的诞生率等于它的死亡率，取质量范围为 $1-4.7M_{\odot}$ ，利用(2)式就能粗略地得到白矮星的诞生率。Bahcall和Soreira^[14]估算出本地白矮星的数密度是 0.008pc^{-3} ，诞生率约为 $10^{-12} \text{pc}^{-3} \text{yr}^{-1}$ 。其它人的研究也给出了大致相同的结果^[15,16]。由于行星状星云的距离尺度不易确定，使白矮星诞生率函数的可靠确定变得十分困难。值得一提的是，上述白矮星诞生率的结果都是在假设所有白矮星都经历了行星状星云阶段，而非由别的演化途径得到的。

由于观测条件的限制，目前只能探测到离太阳100pc以内的白矮星。空间计数表明^[1]，只有在很小的距离尺度($\sim 10 \text{pc}$)内白矮星的样本才算完备，特别是有些白矮星(如天狼B)，

是处在双星中的。近年来, 虽然巡天工作(如 Palomar-Green, 以下简称 PG)的极限星等越来越暗, 但白矮星的空间密度仍不能很好确定^[1]。

有关白矮星的空间密度和诞生率, Fleming 等人^[17]作了较全面的研究。他们以 PG 巡天样本为研究对象(样本的 $U-B < -0.44$), 得到 $m_v < 12.75\text{mag}$ 的 DA 型白矮星的空间密度为 $(0.49 \pm 0.05)/1000\text{pc}^3$ 。根据不同的演化冷却模型, D'Antona 和 Mazzitelli^[18]得出 DA 型白矮星的诞生率应在 $3.9 \times 10^{-13} - 6.1 \times 10^{-13}\text{pc}^{-3} \cdot \text{yr}^{-1}$ 范围内。可是为了得到白矮星总的诞生率, 就必须考虑非 DA 型白矮星的贡献。但非 DA 型与 DA 型白矮星的数目之比至今仍有争议, 这是因为人们现在尚不清楚造成这两类白矮星光谱差异的原因^[1]。Oke 等人^[19]的研究结果是将白矮星温度范围仅局限于 10000—30000K 之间, 则 DB 型与 DA 型白矮星的比率为 10%。Fleming 等人^[17]修正了非 DA 型白矮星占整个白矮星的比例, 并运用 Iben 和 Tutukov^[20]及 Koester 和 Schönberner^[21]的冷却模型, 最后得到白矮星总的诞生率为 $4.9 \times 10^{-13} - 7.5 \times 10^{-13}\text{pc}^{-3} \cdot \text{yr}^{-1}$; 这个诞生率比早期估计的数值^[22]要低一些。鉴于样本的不完备性, Fleming 等人^[17]的结果可能需要向上修正。Weidemann^[1]得出白矮星的诞生率为 $0.9 \times 10^{-12} - 1.4 \times 10^{-12}\text{pc}^{-3} \cdot \text{yr}^{-1}$, 如果考虑密近双星中的白矮星, 则这个数值大约为 $1.5 \times 10^{-12} - 2.3 \times 10^{-12}\text{pc}^{-3} \cdot \text{yr}^{-1}$ 。

3 白矮星的质量

白矮星的质量除了少数可以由动力学方法得出外, 绝大多数都是通过光谱和测光方法得到的。对于那些已知距离的白矮星, 可先测出其有效温度, 然后用有效温度 T_{eff} 估算半径, 最后再根据质量 (M)—半径 (R) 关系得到质量 $M(R)$ 。通常用的 $M-R$ 关系是在假设白矮星为零温简并碳星的条件下得到的^[23]。实际上对于有限温度和不同厚度的 H、He 壳层白矮星, 这个关系是需要修正的^[21]。

通常白矮星的距离是未知的, 这时就需要用分光光度分析先测出其表面引力 g , 然后再利用 $M-g$ 关系得到质量 $M(g)$ 。目前这种计算方法已被广泛应用于 DA 型白矮星中, 因为 DA 型白矮星有对 g 敏感的 Balmer 线, 且在理论上亦较为完善, 而对于非 DA 型白矮星, 表面引力 g 的测量并不十分可靠, 因此不常用这种方法来求质量。当 R 和 g 都可测定时, 理论上不用 $M-R$ 关系就直接能导出质量 $M(R, g)$, 此时的 $M(R, g)$ 反过来又能检验 $M-R$ 关系的可靠性^[24]。另外还有一种研究白矮星所特有的方法, 即通过白矮星的引力红移值 V_R 来求出其质量。根据广义相对论, V_R 是 M/R 的函数, 所以可以从 $M-R$ 关系获得质量 $M(V_R)$, 当然也可直接由 V_R 和 R 或 V_R 和 g 的关系算出质量 $M(R, V_R)$ 或 $M(g, V_R)$ 。随着现代化探测器的出现, 白矮星的 V_R 值测量精度大大提高了, 从而也使由此得到的质量变得更为可靠。然而这种方法只适用于双星系统中的 DA 型白矮星, 或已知视向速度的恒星系统。

3.1 DA 型白矮星的质量

3.1.1 由半径计算质量

已知视差的白矮星的 $M-R$ 关系主要是由 Shipman^[25], Koester 等人^[26](以下简称 KSW)以及 McMahan^[27]建立的。在 Hamada-Salpeter^[23]假设的零温简并碳星条件下, 从 HR 图上可以看出(见图 2), 半径保持不变(对应质量约为 $0.6M_{\odot}$)的白矮星相当集中, 弥散非常小。KSW 指出, 这种弥散即质量分布的宽度, 它会随着视差精度的提高而减小, 其中大约 2/3 的

DA 型白矮星的质量会落在 $0.6M_{\odot}$ 附近 $0.2-0.4M_{\odot}$ 的宽度内。

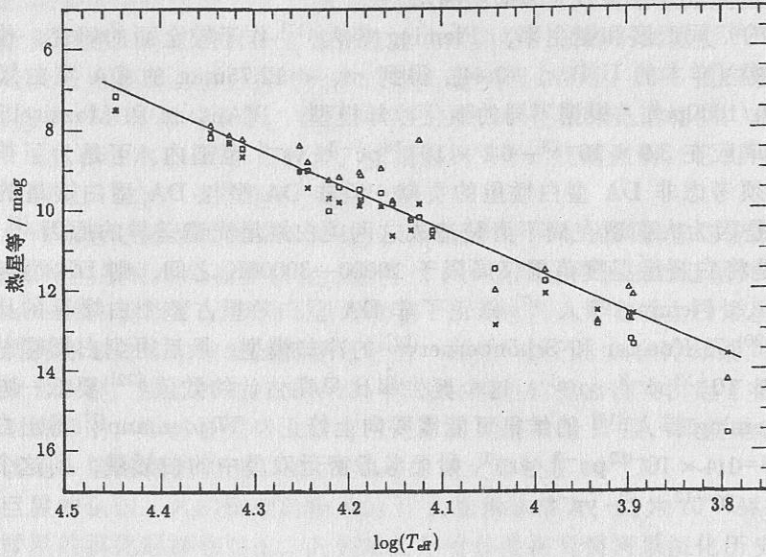


图 2 白矮星的 HR 图^[27]

△: 用视差计算出的 M_{bol} X: 用 Hamada-Salpeter 关系计算出 M_{bol} □: McCook 和 Sion 发表的 M_{bol}
实线表示半径为常数 (对应质量为 $0.6M_{\odot}$) 的冷却序列

Greenstein^[28,29] 利用白矮星改进后的视差和多色测光资料构成的颜色—光度图同样得到了弥散较小的质量分布。Leggett^[30] 对 25 颗已知视差的 DA 型白矮星进行了研究, 结果由 $M-R$ 关系得到 DA 型白矮星的质量范围为 $(0.6 \pm 0.2)M_{\odot}$, 其中估算半径 R 时所用的有效温度是用红外光度测量来确定的。

3.1.2 由引力计算质量

Strömgren 测光和多色测光资料在测定大部分 DA 型白矮星的质量方面起着很大的作用。Weidemann^[1] 指出, 如果要测定 DA 型白矮星的大气参数, Strömgren 测光将优于 UBV 测光。Greenstein^[28,31] 和 Oke^[32] 的 Palomar 多波段分光光度测量, 为研究白矮星的引力质量 $M(g)$ 提供了很好的观测数值。KSW 就是利用这些数据进行最小二乘分析的, 结果得出 $M(g)$ 分布与 $M(R)$ 分布一样都较窄, 尤其是将宽带指标代替单色多波段指标后更是如此, 见图 3。

Weidemann 和 Koester^[33] (下文简称 WK) 用新的观测数据继续了 KSW 的研究, 他们取 70 颗 DA 型白矮星作为样本, 且样本的温度范围限制在 $8000-16000\text{K}$, 同样做 $M(g)$ 分布, 结果得到其弥散也很小, $\sigma_M = 0.13M_{\odot}$, 且质量分布曲线在 $0.45M_{\odot}$ 处开始陡然上升, 然后较平坦, 并一直延伸到 $1M_{\odot}$ 处 (见图 4)。 $M(g)$ 的这种分布形态与用恒星和星系演化模型得到的结果是相吻合的。当然, 如果要计算白矮星的平均质量, 还必须依赖于某些定标。Hayes 和 Latham^[34] 计算出白矮星的平均质量为 $0.58M_{\odot}$, 而 Oke 和 Gunn^[19] 的结果是 $0.62M_{\odot}$ 。Wegner 将这些结果与 Strömgren 测光的数据比较分析, 发现它们并不十分可靠, 这是因为不同来源暗星的加入会引起较大的观测弥散^[35]。Fontaine 等人^[36] 对一个有 63 颗 DA 型白矮星的较均匀的样本研究后发现, 平均质量与温度无关, 且 $\log(g) = 7.98 \pm 0.31$, 相应的 $M = (0.58 \pm 0.17)M_{\odot}$ 。

一般来说, 较大质量 (通常为较小半径) 的白矮星不易被观测到, 即白矮星的样本存在观测选择效应。如果考虑这一效应, 那么白矮星真实的平均质量将会大些, 两者之间应相差一个与分布固有宽度有关的量值。Shipman^[25] 把他样本的平均质量从 $0.55M_{\odot}$ 调整到 $0.75M_{\odot}$; Guseinov 等人^[37] 也得到 $(0.75 \pm 0.20)M_{\odot}$ 的结果; 而 Koester^[38] 详细地分析了样本的观测选择效应后发现, 选择效应对 DA 型白矮星的平均质量影响很少, 改正量仅约 $0.03M_{\odot}$; McMahan^[27] 对 53 颗 DA 型白矮星作了相似的研究, 支持了 KSW 的工作, 即选择效应的改正量约为 $0.04M_{\odot}$ 。另外, KSW 也证实了 DA 型白矮星的质量分布很窄, 宽度约为 $0.10M_{\odot}$, 同时计算出一个相当小的平均质量为 $M(g) = 0.52M_{\odot}$ 。KSW 认为, 在一般情况下, $M(g)$ 比 $M(R)$ 对定标更敏感些。他们的两个结果分别是 $\langle M(g) \rangle = 0.52M_{\odot}$, $\langle M(R) \rangle = 0.58M_{\odot}$, 两者的差异是由于热 DA 型白矮星的系统效应造成的。关于这个问题的解释, WK 认为若有相同的定标, $M(g)$ 与 $M(R)$ 之间的差异就会消失。

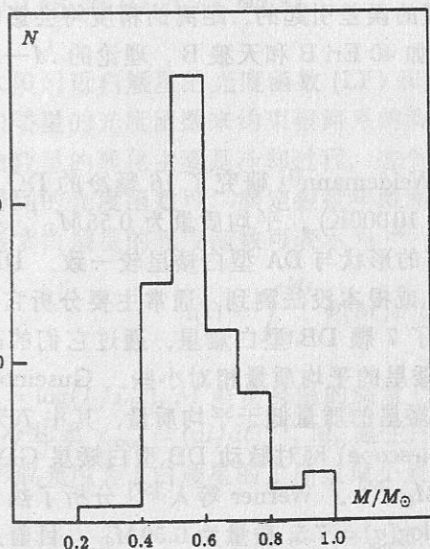


图 4 DA 型白矮星的质量分布^[33]

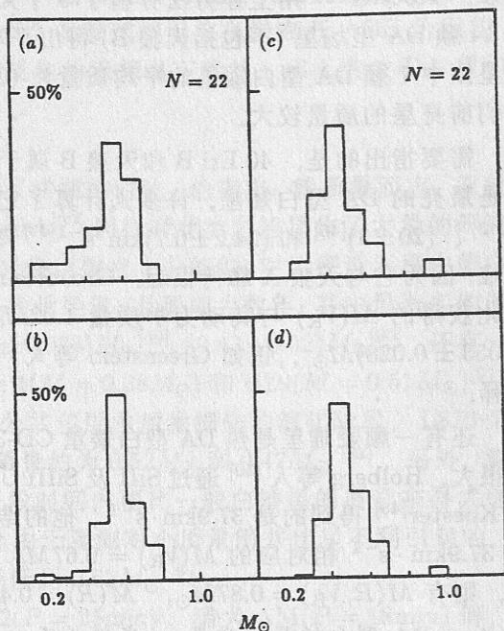


图 3 用 Strömgren 测光资料, 由最小二乘拟合所得的 DA 型白矮星质量频数分布图^[26]

(a) 由 $M-R$ 关系确定的质量; (b) 同 (a), 但经误差加权; (c) 由表面引力确定的质量; (d) 同 (c), 但经误差加权

3.1.3 由引力红移计算质量

通过引力红移来计算 DA 型白矮星质量的方法是由 Trimble 和 Greenstein^[39] 首先提出的。近来, 随着高信噪比探测器的出现, 这种方法又被重新应用起来。Trimble 和 Greenstein^[39] 从 74 颗 DA 型白矮星中获得了一个大得惊人的平均质量, 他们的 $V_R = 53 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, 相应的 $M(V_R)$ 为 $0.8M_{\odot}$ 。这个结果引起了人们浓厚的兴趣^[40,41]。Wegner^[42] 对南天 DA 型白矮星作了统计分析, 最后得到 $V_R = (43 \pm 14) \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ 。Greenstein 等人^[43] 的结果是该值为 $45 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, 对应的平均质量范围变为 $0.60-0.75M_{\odot}$ 。对于远距双星 (通常为大行星) 和星团成员星, 若已知系统的视向速度就可以计算出单颗白矮星的引力红移。这个方法由 Wegner^[44] 首次尝试应用。后来 Koester^[45],

Wegner 和 Reid^[1] 以及 Wegner 等人^[1] 利用 CCD 探测器进行观测, 从而使上述方法变得更为

可靠。Koester^[45]用上述方法分析了9个天体,得到平均质量 $M(V_R)$ 为 $0.58M_\odot$,Wegner^[1]由14颗DA型场星(不包括天狼B)得出平均质量为 $(0.57 \pm 0.03)M_\odot$,Wegner等人^[1]得到了毕星团中7颗DA型白矮星的平均质量为 $(0.66 \pm 0.05)M_\odot$,这个结果稍微大些,可能是因为它们前身星的质量较大。

需要指出的是,40 Eri B和天狼B属于特殊情况,40 Eri B存在于一个三合星系统中,它是最亮的DA型白矮星,许多人计算了它的引力红移值,但结果都不一样;得到的 V_R 有 $28^{[43]}$ 、 $(20 \pm 3)^{[46]}$ 和 $(24.2 \pm 0.7)\text{km} \cdot \text{s}^{-1}$ ^[47]等结果。而另一颗DA型白矮星天狼B的观测比较困难,因为它与天狼A靠得很近。Greenstein等人^[48]测得天狼B的 $V_R = (89 \pm 16)\text{km} \cdot \text{s}^{-1}$,由此获得的 $M(V_R)$ 与其动力学质量 $1.02M_\odot$ 是一致的。Gatewood等人^[49]得到其质量为 $(1.053 \pm 0.028)M_\odot$ 。正如Greenstein等人^[1]指出的,目前很难对天狼B如此大的质量作出解释。

还有一颗疑难星是热DA型白矮星CD-38°10980。对于这颗星,不同的人得到的 V_R 值相差很大。Holberg等人^[50]通过SiII及SiIII UV锐线推出它的引力红移为 $(28.4 \pm 4.8)\text{km} \cdot \text{s}^{-1}$,而Koester^[45]得到的是 $37.9\text{km} \cdot \text{s}^{-1}$,他的结果与Wegner^[51]的结果 $(44 \pm 7)\text{km} \cdot \text{s}^{-1}$ 较一致,与 $37.9\text{km} \cdot \text{s}^{-1}$ 相对应的 $M(V_R) = 0.67M_\odot$ 。如果将Koester给出的值与半径结合在一起考虑,则有 $M(R, V_R) = 0.87M_\odot$, $M(R) = 0.42M_\odot$ 。

3.1.4 DA型白矮星的质量—半径关系

WK给出了22颗DA型白矮星的最佳大气参数 $\log(g)$ 和 $R(T_{\text{eff}}, \pi'')$,但即便如此,理论的质量—半径关系也无法拟合得很好^[1]。事实上Hamada-Salpeter^[23]的 $M-R$ 关系对不同化学组成的白矮星是不加区分的。如果不是天狼B和另外三颗在年轻星团NGC 2516中的暗DA白矮星的质量证实了Chandrasekhar理论的话,人们到现在都不能确定是Eddington还是Chandrasekhar的相对论简并性更正确^[52,53]。在建立质量—半径关系的过程中,倘若用 $M(V_R, R)$ 来代替 $M(g, R)$ 的话,情况会有所改观,但不确定性仍然很大^[1]。造成这种不确定性的原因是由于距离测量的不确定性而非有效温度的误差引起的。距离的精度将会影响半径的精度。另外即使在动力学质量已知的情况下,譬如40 Eri B和天狼B,理论的 $M-R$ 关系也无法与观测符合得十分满意。

3.2 非DA型白矮星

非DA型白矮星的分光质量是很不确定的。Weidemann^[1]研究了16颗冷的DC和DQ型白矮星,它们都有准确的视差和有效温度值($< 10000\text{K}$),平均质量为 $0.55M_\odot$ 。在允许误差范围内,这些白矮星的平均质量及其质量分布的形状与DA型白矮星较一致。DB型白矮星一般离我们很远,由于它们的视差精度不高,或根本没法测到,通常主要分析它的HeI线获得 $M(g)$ 。Wickramasinghe和Reid^[54]研究了7颗DB型白矮星,通过它们的高分辨率谱线得出 $M(g) = 0.58M_\odot$ 。一般说来DB型白矮星的平均质量相对小些。Guseinov等人^[55]对81颗富He白矮星进行研究发现,DB型白矮星的质量低于平均质量,其中70%小于 $0.55M_\odot$ 。1990年5月通过WET(Whole Earth Telescope)网对脉动DB型白矮星GD358作了158小时的观测,得到它的质量为 $(0.61 \pm 0.03)M_\odot$ ^[56]。Werner等人^[57]分析了热DO型白矮星PG1034+001的光谱($T_{\text{eff}} = 10^5\text{K}$)得出其 $\log(g) = 7.5$,质量为 $0.59M_\odot$ 。目前人们一致认为在误差范围内,DA型和非DA型白矮星的质量及其分布是相同的。这是十分重要的看法,它对两大类白矮星存在问题的解决尤为重要^[1]。

关于 DA 型和非 DA 型白矮星的大气组成不同, 通常是用白矮星演化期间的扩散和(或)吸积, 而不是用前身星的不同演化来解释。Iben^[58] 就曾试图用前身星离开 AGB 阶段的 He 壳层闪耀阶段的演化来解释两者之间的不同。如果他的设想是正确的, 那么有关 DA 型和非 DA 型白矮星平均质量的一些假设应全部取消^[4]。

3.3 双星中白矮星的质量

Greenstein^[88] 曾经对远距双星中的白矮星作了详细的讨论。他指出: 就质量而言, 双星中的白矮星与单颗白矮星没什么区别。Oswalt 和 Smith^[89] 同样对此类白矮星作了大量的研究。他们发现这类白矮星的光度函数和单颗白矮星的光度函数也十分相似。对于密近双星中的白矮星, 有些可以测出其动力学质量, 但要求这些双星为近距星, 且周期为数年。其中最著名的例子就是天狼 B 和 40 Eri B, 它们的质量分别为 $(1.053 \pm 0.028)M_{\odot}$ ^[49], $(0.43 \pm 0.02)M_{\odot}$ ^[90]。还有一些白矮星, 它们的动力学质量不太确定。例如: Case 1 ($M = 0.38M_{\odot}$) 和 HZ9 ($M = 0.51M_{\odot}$)^[91], 这两颗是短周期复合光谱双星, 它们已经经历了公共包层中质量损失的演化阶段。L870-2 是一颗分光简并双星, 属 DA 型, 周期为 1.56 天, 质量约为 $0.52M_{\odot}$ 和 $0.47M_{\odot}$ ^[92]。另外, 激变变星中的白矮星, 它们的平均质量似乎在很长一段时间内要比一般白矮星的质量来得大些, 约为 $1M_{\odot}$ 或略微低些^[93]。据研究, 这种现象是由于观测对小质量简并伴星不利引起的。如果考虑该因素的话, 那么它们的平均质量将会降低到 $0.62M_{\odot}$ ^[94]。

还有一些特短周期的双星, 如 PG1346 + 082 ($P = 25\text{min}$)、猎犬 AM ($P = 18\text{min}$) 等。这类双星的伴星是一颗质量非常小的 (约 $0.02M_{\odot}$) 大半径氦简并星, 主星是一颗质量较大的吸积白矮星^[95]。

少数非相互作用的简并双星一般为分光双星^[96], 但也有例外, 如双星 Sanduleak-Pesch 和 L151-8A1B 都不是分光双星。前者两颗星的质量相差较大, 分别为 $0.80M_{\odot}$ 和 $0.43M_{\odot}$ ^[97], 后者是一颗公共自行的远距双星, 两颗子星具有不同的光谱型, 分别为 DA 型和 DB 型^[98]。

4 白矮星的光度函数

太阳附近白矮星的光度函数 (LF) 和总空间密度是银盘恒星形成历史的重要量度, 人们常用白矮星的光度函数来约束银河系的演化模型。

白矮星的演化主要是冷却过程, 这个冷却过程持续约 10Gyr。通过比较理论光度函数与观测得到的光度函数可以测定银盘年龄和恒星形成速率 (SFR)^[59]。

通常白矮星的光度函数可表示为^[59]:

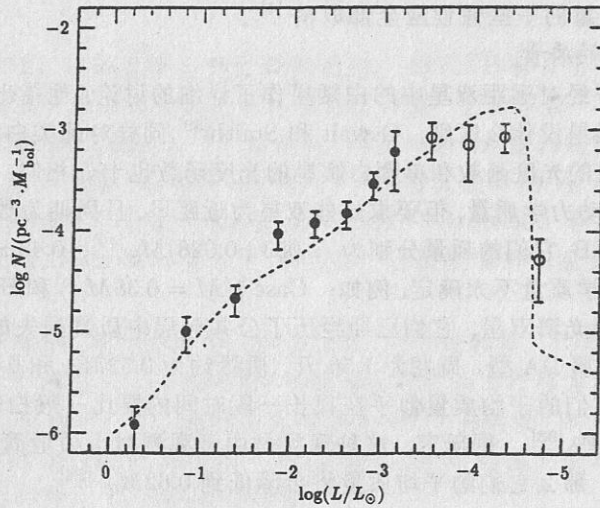
$$n(l) = \int_{M_i}^{M_s} \Phi(M) \varphi [t_{\text{disk}} - t_{\text{cool}}(l, M) - t_{\text{MS}}] \tau_{\text{cool}} dM \quad (3)$$

其中 $l = \log(L/L_{\odot})$, M 是前身星的质量 (为方便起见, 所有 M 都用其主序前身星的质量来表示), 冷却率 $\tau_{\text{cool}} = (dl/dt)^{-1}$, M_s 是主序星能够形成光度为 l 的白矮星的最大质量, M_i 是能够形成光度为 l 白矮星的主序星最小质量, 这里需要满足下述条件:

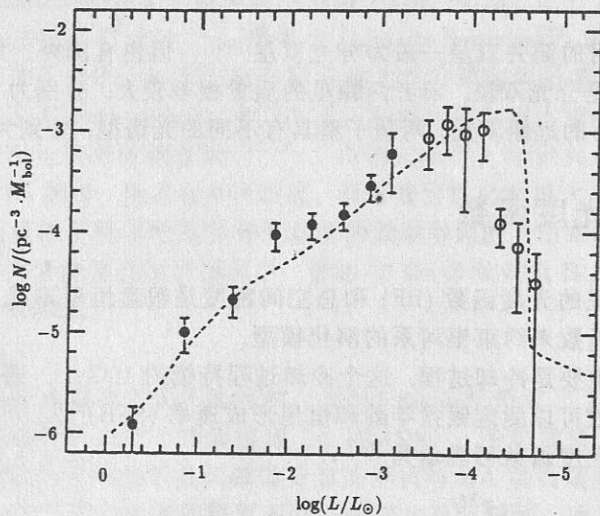
$$t_{\text{cool}}(l, M) + t_{\text{MS}} = t_{\text{disk}}$$

式中 t_{cool} 是白矮星冷却到光度为 l 时所需的时间, t_{MS} 是主序寿命, t_{disk} 为盘龄, $\Phi(M)$ 是

初始质量函数 (IMF), $\varphi(t)$ 是每单位体积的恒星形成速率 (SFR)。目前上述所有数据均可在 Hernanz 等人^[60] 及 Segretain 等人^[61] 的文章中获得。



(a)



(b)

图5 白矮星的光度函数^[68]

(a) 假设 $M_{\text{bol}} = M_V$; (b) 没有经过热改正

4.1 观测

白矮星光度函数是由 Kovetz 和 Shaviv 等人^[62,63] 最早建立的。当时他们大部分是使用 Eggen 和 Greenstein^[18] 早期编制的星表。自从 Liebert^[64] 关于白矮星的评述发表以来,除了两个较小的完备样本以外^[65], 利用 Palomar—Green(PG) 巡天工作的成果, 目前已经获

得了具有相当水平的白矮星光度函数。Palomar—Green 巡天的完备样本是由 353 颗 DA 型白矮星以及一些 DB 型和 DO 型白矮星组成的^[66,67]。随后, Liebert 等人^[68]在低光度处($M_V \leq 12.75\text{mag}$)把所得的光度函数与从 LHS 星表^[18]中按自行选出的冷白矮星得到的光度函数合并了起来。同时,他们还把星等变换成了热光度^[68]。热改正的不确定性以及数据区间划分的不同使得光度函数暗端的形状有点不同。另一方面,由于 PG 样本(受星等限制)与 LHS 样本(受自行限制)的相对归一化,使合并后的光度函数产生了有 20% 的误差。

Liebert 等人^[68]给出的白矮星光度函数表示在图 5 中;其中实心圆点表示 Fleming 等人得到的数据^[17],空心圈表示 Liebert 等人^[68]的数据,虚线是 Winget 等人^[70]在假设白矮星的形成率为常数的情况下得到的理论光度函数,总的结果可以归纳为以下两点:(1)光度函数稳定增长,或多或少地遵循 Mestel 的冷却规律,但很明显分成几段。另外,PG 样本在 $\log(L/L_\odot) = -1.5$ 处斜率变小,在 PG 和 LHS 两个样本连接处附近可能进一步平缓化。(2)最有趣的是在 $-4.6 \leq \log(L/L_\odot) \leq -4.2$ 附近光度函数突然截止,截止的具体位置取决于区间划分和所采用的热改正。

有足够的证据表明,光度函数的截止,并不是由于样本的不完备造成的,也就是说,不是观测选择效应引起的^[68]。Monet 等人^[71]的研究从侧面提供了一个证据,尽管他们的巡天工作不是非常系统的,然而他们的结果清楚地表明,这种截止是白矮星光度函数的一种固有性质,光度小于截止光度的白矮星明显地缺乏。从理论角度来看,正如 Winget 等人^[70]和 Garcia-Berro 等人^[71,72]所指出的那样,白矮星光度函数的截止,是银盘或者至少说是太阳附近区域年龄有限的结果。

当然,Liebert 等人测定的光度函数并不一定是最终结果。不知 Ruiz 等人^[73]所从事的巡天工作是否将改变白矮星光度函数中小光度端的情况。他们巡天观测的极限星等是 $V = 21\text{mag}$,而 LHS 样本则为 $V = 19\text{mag}$ 。

4.2 由白矮星的光度函数求恒星形成速率

Noh 和 Scalo^[74]首先提出了由白矮星的光度函数求出恒星形成速率(SFR)的方法。他们认为白矮星的光度函数对本地恒星形成速率的演变历史十分灵敏,它不仅有可能对现在与过去的恒星形成速率之比提供约束,而且它的具体形式可为恒星形成速率中与爆发、平稳等有关的一些不规则性提供印证。白矮星光度函数的优点之一是对所采用的初始质量函数(IMF)的整体形式不敏感,这和恒星形成速率的其它间接指标不同。白矮星光度函数仅仅依赖于 $1M_\odot$ 至 $4.7M_\odot$ 质量范围内的初始质量函数,而此范围内的初始质量函数的一般形式已经是相当可靠了^[75]。此外,不同的初始质量函数只影响白矮星光度函数的幅度,而不影响这些特征的位置或形状。

Wood^[76]采用了具有不同规律的恒星形成速率,仔细分析了恒星形成速率曲线的形状对光度函数的影响。这一研究的结果是,白矮星光度函数的亮段不受恒星形成速率曲线形状的影响,恒星形成速率的影响主要集中于光度函数的尾部,即低光度侧大大低于峰值的那一段,在此尾部主要是大质量白矮星。另外,他还发现^[76],白矮星光度函数的亮段基本上仅对最近 20 亿年的恒星形成状况敏感,而 20 亿年与目前估计的银盘年龄相比只是相当短的一段时间。

由于太阳附近区域恒星形成速率的信息大多集中在光度函数的低光度端,而低光度端又主要是大质量白矮星。因此,Diaz-Pinto 等人^[75]提出了利用大质量白矮星的光度函数来获

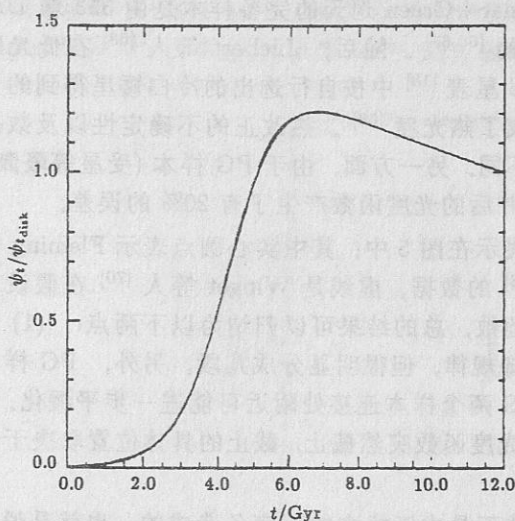


图 6 通过白矮星光度函数获得的恒星形成速率 (SFR)^[59]

的不同冷却规律, 分别说明了银盘的有效年龄是如何影响低光度白矮星数目的。Winget 等人^[70] 根据观测到的 DA 型白矮星的质量分布, 拟合了一个累计的光度函数, 然后根据光度函数, 尤其是低光度截止处, 采用了自己确定的冷却时间得出银盘年龄为 (9.3 ± 2) Gyr。Winget 等人^[70] 没有精确地考虑主序的有效寿命, 如同 Iben 和 Laughlin^[78] 以及 Yuan^[79] 所做的那样。主序的有效寿命只影响光度函数的形态, 而银盘年龄主要是低光度处截止光度 L_{drop} 的函数, 并且只要所用的冷却时间相同, 银盘年龄也就相同。Iben 和 Laughlin^[78] 给出了银盘年龄的近似表达式为:

$$t_{\text{disk}} \sim 0.9 \times 10^{10} \times (10^{-4.7}/L_{\text{drop}})^{0.28} \text{ yr}$$

其中 L_{drop} 为截止光度。上式是采用 Winget 等人^[70] 的冷却时间得出的。Noh 和 Scalo^[74] 也根据同样的冷却时间求得 $t_{\text{disk}} \sim 7$ Gyr, 但他们拟合的光度函数在 $\log(L/L_{\odot}) = -4.2$ 处, 就已经截止 (见图 7)。

相对来说, 较低的银盘年龄 (如 7—9 Gyr) 可能与其它盘指标 (例如等龄线年龄^[81] 和色球年龄分布^[82]) 相抵触。而且, 除非我们对恒星演化的了解存在某种本质性的错误, 否则按照

得太阳附近恒星形成速率的方法。大质量白矮星的主序演化时间很短, 可以忽略不计, 这样就比较容易预先将不同质量白矮星对光度函数的作用分离开来, 从而得到太阳附近的恒星形成速率。

另外, 还有一种获得恒星形成速率的方法, 即逆问题的求解。Isern 等人^[59] 就利用此方法得出这样一个结论: 在太阳附近, 当银河系刚开始形成时, 恒星形成速率很低, 经过 2—3 Gyr 后, 恒星形成速率突然增加, 并在 4 Gyr 后达到最大, 然后, 以 20% 左右的幅度缓慢下降。估计太阳附近的年龄为 12—13 Gyr (见图 6, 这里白矮星光度函数是由观测数据拟合得到的)。

4.3 由白矮星光度函数求得银盘年龄

D'Antona 和 Mazzitelli^[77] 根据白矮星

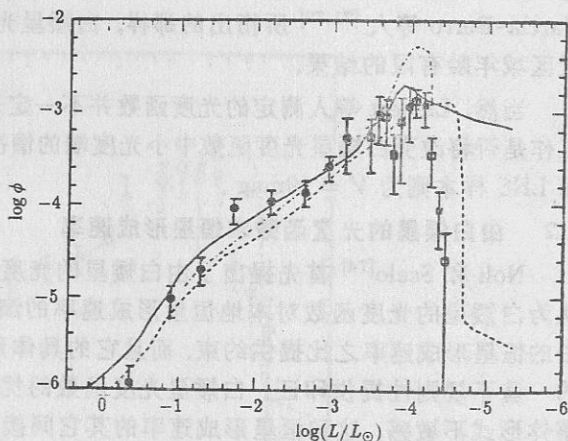
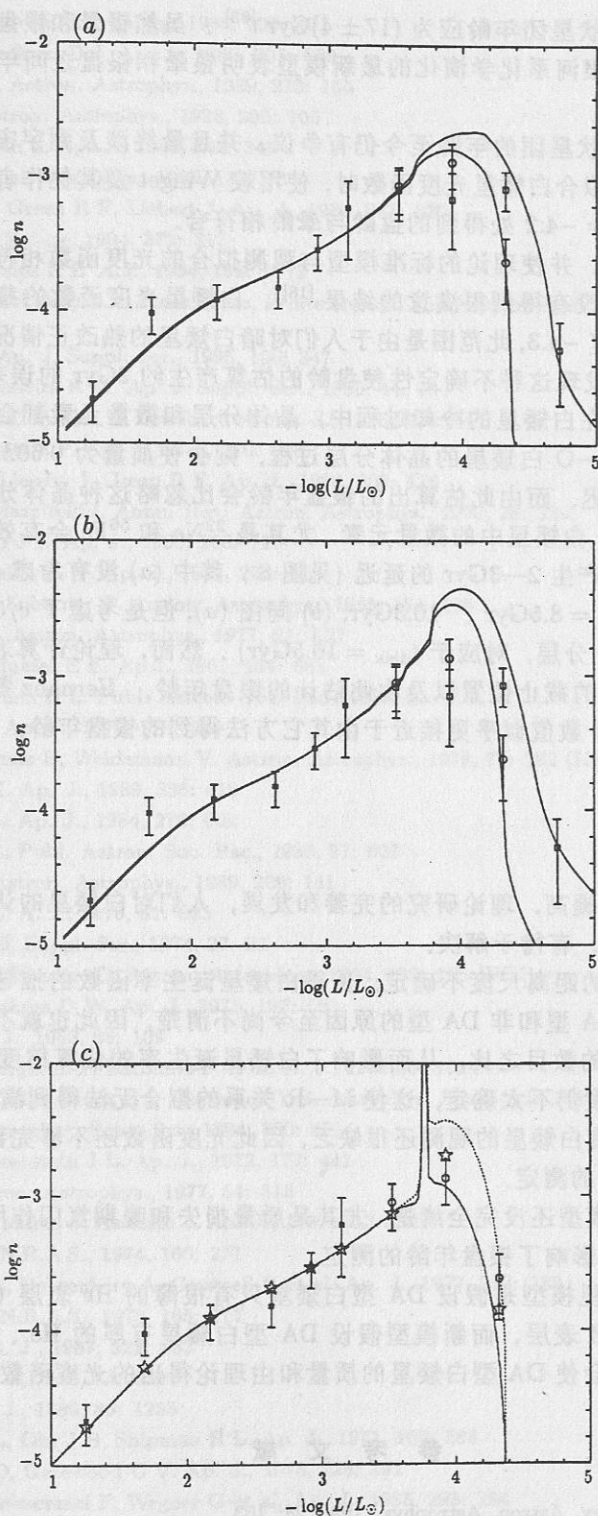


图 7 观测的白矮星光度函数^[18]

其中实线是 D'Antona 和 Mazzitelli^[80] 的结果; 虚线是 Winget^[70] 等人的结果; 点划线是 Noh 和 Scalo^[74] 的结果。●、■、□ 分别根据 Liebert 等人^[68] 的观测光度函数数据画出

图 8 白矮星的理论光度函数^[60]

全部演化参数, 银河系球状星团年龄应为 $(17 \pm 4)\text{Gyr}$ [83]。虽然银晕和银盘的年龄都有一个很大的弥散范围 [84,85], 银河系化学演化的最新模型表明银晕和银盘之间年龄的差距不会大于 $1-1.5\text{Gyr}$ [86]。

有关银盘、银晕及球状星团的年龄至今仍有争议, 并且最终涉及到宇宙年龄问题。令人感兴趣的是, 是否可以在拟合白矮星光度函数时, 使用较 Winget 及其他作者所用更长的冷却时间, 使得在 $\log(L/L_{\odot}) = -4.2$ 处得到的盘龄与晕龄相符合。

为了得到合理的盘龄, 并使理论的标准模型与观测拟合的光度函数相符合, 许多人作了进一步的探究, 但终究都没有得到很满意的结果 [18]。白矮星光度函数的截止是有一定范围的, 即 $-4.7 \leq \log(L/L_{\odot}) \leq -4.3$, 此范围是由于人们对暗白矮星的热改正情况了解得很少而引起的, Hernanz 等人 [87] 发现这种不确定性使盘龄的估算产生约 2Gyr 的误差。同时 Hernanz 等人的研究还表明 [60], 在白矮星的冷却过程中, 晶体分层和微量元素都会对银盘年龄的确定产生影响。如果考虑 C—O 白矮星的晶体分层过程, 则会使质量为 $0.60M_{\odot}$ 白矮星的冷却时间产生 2Gyr 以上的延迟, 而由此估算出的银盘年龄会比忽略这种晶体分层过程所得到的年龄大 $1.5-2\text{Gyr}$ 。另外, 白矮星中的微量元素, 尤其是 ^{22}Ne 和 ^{56}Fe 会有效地改变晶化过程和冷却时间, 使冷却时间产生 $2-3\text{Gyr}$ 的延迟 (见图 8, 其中 (a) 没有考虑 c/o 分层, 左、右两条线分别对应盘龄 $t_{\text{disk}} = 8.5\text{Gyr}$ 、 10.3Gyr ; (b) 同图 (a), 但是考虑了 c/o 分层; (c) 考虑了 ^{22}Ne 晶化过程以及 c/o 分层, 对应于 $t_{\text{disk}} = 10.5\text{Gyr}$)。然而, 理论计算表明, 微量元素的作用并不能改变光度函数的截止位置以及由此估计的银盘年龄。Hernanz 等人 [60] 得出的银盘年龄为 $9.5-12\text{Gyr}$, 这个数值似乎更接近于由其它方法得到的银盘年龄。

5 存在问题

随着观测技术的日益提高, 理论研究的完善和发展, 人们对白矮星的认识越来越清晰。然而, 还存在着一些问题, 有待于解决。

(1) 由于行星状星云的距离尺度不确定, 使得白矮星诞生率函数的推导变得相当困难。另一方面, 白矮星分为 DA 型和非 DA 型的原因至今尚不清楚, 因此也就不能精确地测定出 DA 型与非 DA 型白矮星的数目之比, 从而影响了白矮星诞生率的估算精度。

(2) 白矮星的距离尺度仍不太确定, 这使 M—R 关系的拟合无法得到满意的结果。

(3) 暗白矮星或小光度白矮星的观测还很缺乏, 因此光度函数还不够完善, 这也就影响了恒星形成速率及银盘年龄的测定。

(4) 白矮星前的演化模型还没完全清楚, 尤其是质量损失和晚期氢闪作用, 影响了白矮星冷却时间的测定, 同样也影响了银盘年龄的测定。

(5) 旧的 DA 型白矮星模型是假设 DA 型白矮星只有很薄的 He 表层 ($10^{-4}M_{\odot}$) 以及薄得几乎可以忽略不计的 H 表层, 而新模型假设 DA 型白矮星有厚的 He、H 表层 (分别厚 $10^{-2}M_{\odot}$ 和 $10^{-4}M_{\odot}$), 这会使 DA 型白矮星的质量和由理论得出的光度函数发生变化。

参 考 文 献

- [1] Weidemann V. Annu. Rev. Astron. Astrophys., 1990, 28: 103
- [2] Bowen G H. Ap. J., 1988, 329: 299

- [3] Habing H J. *Astron. Astrophys.*, 1988, 200: 40
- [4] Wood P R, Faulkner D J. *Ap. J.*, 1986, 307: 659
- [5] Weidemann V. *Astron. Astrophys.*, 1989, 213: 155
- [6] Bedijn P J. *Astron. Astrophys.*, 1988, 205: 105
- [7] Volk K M, Kwok S. *Ap. J.*, 1989, 342: 345
- [8] Heber U. *Astron. Astrophys.*, 1986, 155: 33
- [9] Ferguson D H, Green R F, Liebert J. *Ap. J.*, 1984, 287: 320
- [10] Shipman H L. *Nature*, 1994, 372: 317
- [11] Janes K A, Phelps R L. *A.J.*, 1994, 108: 1773
- [12] Shapiro S L, Teukolsky S A. *Black Holes, White Dwarfs, and Neutron Stars*, New York: John Wiley & Sons, 1983
- [13] Drukier G A. *Ap. J. Suppl. Ser.*, 1995, 100: 347
- [14] Bahcall J N, Soneira R M. *Ap. J. Suppl. Ser.*, 1980, 44: 73
- [15] Alloin D, Cruz-Gonzalez C, Peimbert M. *Ap. J.*, 1976, 205: 74
- [16] Cahn J H, Wyatt S P. *Ap. J.*, 1976, 210: 508
- [17] Fleming T A, Liebert J, Green R F. *Ap. J.*, 1986, 308: 176
- [18] D'Antona F, Mazzitelli I. *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 1990, 28: 139
- [19] Oke J B, Gunn J E. *Ap. J.*, 1983, 266: 713
- [20] Iben Jr I, Tutukov A V. *Ap. J.*, 1984, 282: 615
- [21] Koester D, Schönberner D. *Astron. Astrophys.*, 1986, 154: 125
- [22] Weidemann V. *Astron. Astrophys.*, 1977, 61: L27
- [23] Hamada T, Salpeter E E. *Ap.J.*, 1961, 134: 683
- [24] Thejll P, Shipman H L. *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 1986, 98: 922
- [25] Shipman H L. *Ap. J.*, 1979, 228: 240
- [26] Koester D, Schulz H, Weidemann V. *Astron. Astrophys.*, 1979, 76: 262 (KSW)
- [27] McMahan R K. *Ap. J.*, 1989, 336: 419
- [28] Greenstein J L. *Ap. J.*, 1984, 276: 602
- [29] Greenstein J L. *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 1985, 97: 827
- [30] Leggett S K. *Astron. Astrophys.*, 1989, 208: 141
- [31] Greenstein J L. *A. J.*, 1976, 81: 323
- [32] Oke J B. *Ap. J. Suppl. Ser.*, 1974, 27: 21
- [33] Weidemann V, Koester D. *Astron. Astrophys.*, 1984, 132: 195 (WK)
- [34] Hayes D S, Latham D W. *Ap. J.*, 1975, 197: 593
- [35] Wegner G. A. J., 1983, 88: 109
- [36] Fontaine G, Bergeron P, Lacombe P et al. *A. J.*, 1985, 90: 1094
- [37] Guseinov O H, Novruzova H I, Rustamov Y S. *Astrophys. Space Sci.*, 1983, 96: 1
- [38] Koester D. *Astrophys. Space Sci.*, 1984, 100: 471
- [39] Trimble V, Greenstein J L. *Ap. J.*, 1972, 177: 441
- [40] Schulz H. *Astron. Astrophys.*, 1977, 54: 315
- [41] Grabowski B, Madej J, Halenka J. *Ap. J.*, 1987, 313: 750
- [42] Wegner G. *M.N.R.A.S.*, 1974, 166: 271
- [43] Greenstein J L, Bokserberg A, Carswell R et al. *Ap. J.*, 1977, 212: 186
- [44] Wegner G. *M.N.R.A.S.*, 1973, 165: 271
- [45] Koester D. *Ap. J.*, 1987, 322: 852
- [46] Wegner G. A. J., 1979, 84: 650
- [47] Wegner G. A. J., 1980, 85: 1255
- [48] Greenstein J L, Oke J B, Shipman H L. *Ap. J.*, 1971, 169: 563
- [49] Gatewood G D, Gatewood C V. *Ap. J.*, 1978, 225: 191
- [50] Holberg J B, Wesemael F, Wegner G et al. *Ap. J.*, 1985, 293: 294
- [51] Wegner G. *M.N.R.A.S.*, 1979, 187: 17

- [52] Maeder A, Meynet G. *Astron. Astrophys.*, 1989, 210: 155
- [53] Romanishin W, Angel J R P. *Ap. J.*, 1980, 235: 992
- [54] Wickramasinghe D T, Reid N. *M.N.R.A.S.*, 1983, 203: 887
- [55] Guseinov O H, Novruzova H I, Rustamov Y S. *Astrophys. Space Sci.*, 1983, 97: 305
- [56] Winget D E, Nather R E, Clemens J C *et al.* *Ap. J.*, 1994, 430: 839
- [57] Werner K, Dreizler S, Wolff B. *Astron. Astrophys.*, 1995, 298: 567
- [58] Iben Jr I. *Ap. J.*, 1984, 277: 333
- [59] Isern J, Garcia-Berro E, Hernanz M *et al.* In: Koester D, Werner K eds. *White Dwarfs, Proc. of the 9th European Workshop on White Dwarfs, Kiel, Germany, 1994, Berlin: Springer-Verlag, 1995: 19*
- [60] Hernanz M, Garcia-Berro E, Isern J *et al.* *Ap. J.*, 1994, 434: 652
- [61] Segretain L, Chabrier G, Hernanz M *et al.* *Ap. J.*, 1994, 434: 641
- [62] Kovetz A, Shaviv G. *Astron. Astrophys.*, 1976, 52: 403
- [63] Sion E M, Liebert J. *Ap. J.*, 1977, 213: 468
- [64] Liebert J. *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 1980, 18: 363
- [65] Downes R A. *Ap. J. Suppl. Ser.*, 1986, 61: 569
- [66] Liebert J, Wesemael F, Hansen C J *et al.* *Ap. J.*, 1986, 309: 241
- [67] Wesemael F, Green R F, Liebert J. *Ap. J. suppl. Ser.*, 1985, 58: 379
- [68] Liebert J, Dahn C C, Monet D G. *Ap. J.*, 1988, 332: 891
- [69] Monet D G, Dahn C C, Vrba F J *et al.* *A. J.*, 1992, 103: 638
- [70] Winget D E, Hansen C J, Liebert J *et al.* *Ap. J. Lett.*, 1987, 315, L77
- [71] Garcia-Berro E, Hernanz M, Isern J *et al.* *Nature*, 1988, 333: 642
- [72] Garcia-Berro E, Hernanz M, Mochkovitch R *et al.* *Astron. Astrophys.*, 1988, 193: 141
- [73] Ruiz M T, Maza J, Wischnjewski M *et al.* *Ap. J. Lett.*, 1986, 304: L25
- [74] Noh H R, Scalo J. *Ap. J.*, 1990, 352: 605
- [75] Diaz-Pinto A, Garcia-Berro E, Hernanz M *et al.* *Astron. Astrophys.*, 1994, 282: 86
- [76] Wood M A. *Ap. J.*, 1992, 386: 539
- [77] D'Antona F, Mazzitelli I. *Astron. Astrophys.*, 1978, 66: 453
- [78] Iben Jr I, Laughlin G. *Ap. J.*, 1989, 341: 312
- [79] Yuan J W. *Astron. Astrophys.*, 1989, 224: 108
- [80] D'Antona F, Mazzitelli I. *Ap. J.*, 1989, 347: 934
- [81] Twarog B A. *Ap. J.*, 1980, 242: 242
- [82] Barry D C. *Ap. J.*, 1988, 334: 436
- [83] Buonanno R, Corsi C E, Fusi Pecci F. *Astron. Astrophys.*, 1989, 216: 80
- [84] Bolte M. A. J., 1989, 97: 1688
- [85] Stetson P B, Vanden Berg D A, Bolte M *et al.* *A. J.*, 1989, 97: 1360
- [86] Matteucci F, Francois P. *M.N.R.A.S.*, 1989, 239: 885
- [87] Hernanz M, Garcia-Berro E, Isern J *et al.* In: Koester D, Werner K eds. *White Dwarfs, Proc. of the 9th European Workshop on White Dwarfs, Kiel, Germany, 1994, Berlin: Springer-Verlag, 1995: 36*
- [88] Greenstein J L. A. J., 1986, 92: 859
- [89] Oswalt T D, Smith J A. In: Koester D, Werner K eds. *White Dwarfs, Proc. of the 9th European Workshop on White Dwarfs, Kiel, Germany, 1994, Berlin: Springer-Verlag, 1995: 24*
- [90] Heintz W D. A. J., 1974, 79: 819
- [91] Stauffer J R. A. J., 1987, 94: 996
- [92] Bergeron P, Wesemael F, Liebert J *et al.* *Ap. J. Lett.*, 1989, 345: L91
- [93] Robinson E L. *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 1976, 14: 119
- [94] Ritter H, Burkert A. *Astron. Astrophys.*, 1986, 158: 161
- [95] Wood M A, Winget D E, Nather R E *et al.* *Ap. J.*, 1987, 313: 757
- [96] Greenstein J L. A. J., 1986, 92: 867
- [97] Greenstein J L, Dolez N, Vauclair G. *Astron. Astrophys.*, 1983, 127: 25
- [98] Oswalt T D, Hintzen P M, Liebert J *et al.* *Ap. J. Lett.*, 1988, 333: L87

[99] 李宗伟, 肖兴华. 普通天体物理学. 北京: 高等教育出版社, 1992. 307

(责任编辑 舒似竹 郭盛炽)

Progress in Studies of White Dwarfs

Ying Xiao Shu Chenggang Fu Chengqi

(Shanghai Astronomical Observatory, The Chinese Academy of Sciences, Shanghai 200030)

Abstract

The recent research progress for the birthrate of white dwarfs is presented. The mass and mass distribution function as well as the way of mass determination of DA and non-DA white dwarfs are summerized in detail. The luminosity function of white dwarf is also reviewed. At last, some problems to be determined in white dwarf research are discussed briefly.

Key words star: white dwarf—star: Mass, Luminosity function—star: formation