

doi: 10.3969/j.issn.1000-8349.2014.04.04

白矮-主序双星的搜寻及研究进展

任娟娟^{1,2}, 罗阿理¹, 赵永恒¹

(1. 中国科学院 光学天文重点实验室, 国家天文台, 北京 100012; 2. 中国科学院大学, 北京 100049)

摘要: 白矮-主序双星是银河系中最常见的致密双星系统, 它包含一颗白矮星主星和一颗小质量主序星伴星, 由主序双星演化而来。大约 1/4 的白矮-主序双星经历过一个公共包层演化阶段, 其轨道间距较小, 周期很短, 被称为后共包层双星; 而另外 3/4 的白矮-主序双星则从未经历过公共包层演化, 其轨道间距几乎与其最初的主序双星的相同, 被称为宽距白矮-主序双星。在光学波段, 一般从白矮-主序双星的光谱上能明显地看出其有两个成分。随着大型巡天项目如 SDSS、LAMOST 巡天的开展, 近年来搜寻到的白矮-主序双星的数目越来越多。通过对搜寻到的白矮-主序双星进行大量的后续观测, 已从中发现并确认了一大批后共包层双星。利用观测到的白矮-主序双星及后共包层双星样本, 有助于我们进一步理解密近双星的演化过程, 尤其是公共包层演化的物理机制等重要天体物理热点议题。介绍了白矮-主序双星的形成和演化, 回顾了大型巡天项目中白矮-主序双星的系统搜寻, 以及基于这些白矮-主序双星样本获得的研究成果, 最后对白矮-主序双星的搜寻研究做了展望。

关键词: 白矮-主序双星; 双星演化; 后共包层双星

中图分类号: P153 **文献标识码:** A

1 引 言

大部分恒星都位于双星系统中^[1], 双星研究是天体物理学的基础领域之一。对双星中两成分的动力学交互进行测量可以算出更准确的恒星参数。尤其有意义的是对致密双星的研究。致密双星是包含一颗或两颗致密天体(白矮星、中子星或黑洞)的双星系统, 是研究引力波物理的理想天体。包含白矮星的致密双星系统是大多数激变变星的前身星^[2], 而且还有可能是宇宙学标准烛光 Ia 型超新星的前身星^[3-6]。此外, 白矮-主序(white dwarf-main sequence star binaries, WDMS)双星是致密双星中数目最多, 最易观测的双星系统, 对研究密近致密双星演化理论有重要作用。

收稿日期: 2014-03-17; 修回日期: 2014-04-10

资助项目: 973 项目(2014CB845700); 国家自然科学基金(11390370, 11103031, 11233004)

通讯作者: 罗阿理, lal@nao.cas.cn

WDMS 双星由主序双星演化而来, 具体演化过程则受初始轨道间距的影响。大部分主序双星的初始轨道间距都很大, 轨道周期较长, 因此其两成分各自像单星一样演化, 不会发生相互作用^[7]。而有一部分主序双星则由于初始轨道间距较小, 当其中质量较大的那颗星离开主序阶段演化到巨星或渐进巨星支阶段时, 会发生动力学不稳定质量转移, 最终巨星的包层会吞并其伴星, 导致该双星系统进入公共包层 (Common Envelope, CE) 演化阶段^[8-11]。公共包层内的摩擦又导致双星轨道间距进一步缩小, 轨道能和角动量也随之减少, 最终引发公共包层的抛出^[12-16], 即产生后共包层双星 (post-common-envelope binary, PCEB)。在公共包层抛出之后, 通过角动量损失机制 (磁制动或引力波辐射)^[2], PCEBs 会演化到更短的轨道周期。为了更好地理解公共包层演化和磁制动的理论机制, 需要大量 PCEBs 观测数据。在各种 PCEBs (如 WDMS, sdOBMS, 双简并天体等) 中, 因其两成分相对简单、数目多、易于观测、无吸积盘等特征, WDMS 成为研究公共包层演化最为理想的双星系统。

在 SDSS (Sloan Digital Sky Survey) 巡天之前, 最初发现的 WDMS 双星分别来自搜寻到的前激变变星 (42 颗)^[20] 及宽距无相互作用的白矮-主序双星 (约 800 颗)^[21]。而搜寻到的前激变变星数目太少, 无法进行有效的统计学分析研究。近年来, 随着大型巡天项目的开展, 系统地搜寻 WDMS 双星的工作也逐步开展起来, 这也为 WDMS 双星的统计研究提供了基础。2003 年, Raymond 等人采用颜色选择法首次从 SDSS^[22] DR1 中搜寻出 109 颗 WDMS 双星^[23]。此后, 随着 SDSS 数据的不断累积和释放, Rebassa-Mansergas 等人又相继从 SDSS 中发现了数以千计的 WDMS 双星^[24-30]。最新的 SDSS DR8 WDMS 双星星表更是包含了 2316 颗 WDMS 双星^[31], 是目前已知的最大最均匀的致密双星样本, 完备性达到约 98%。此外, 我国正在开展的大型巡天项目 LAMOST (Large sky Area Multi-Object fiber Spectroscopic Telescope, also named Guo Shou Jing Telescope)^[32-36] 已进入正式巡天阶段, 现已释放了 DR1 的数据。由于选择效应, 目前已有的 SDSS WDMS 双星样本缺失包含冷白矮星和/或早型 M 矮星的双星^[31], 因此很有必要从更多的巡天数据中搜寻 WDMS 双星, 以扩充现有样本。LAMOST 巡天观测了大量的河内源^[34, 36, 37], 有望从中搜寻出较多的 WDMS 双星。从最近发布的 LAMOST DR1 数据中, 任娟娟等人采用基于光谱特征的数据挖掘方法, 从中搜寻出 121 颗 WDMS 双星^[38, 39], 其中 80 颗是 LAMOST 新发现的, 使目前已知有光谱的、可用于后续研究的 WDMS 双星数目增加到 2396 颗。随着 SDSS 及 LAMOST 巡天的持续开展, 我们希望能从中发现更多 WDMS 双星。

通过对 SDSS WDMS 双星样本进行一系列后续观测, 已从中识别出大量的宽距 WDMS 双星和密近 PCEBs^[17-19]。目前, 从最大的 SDSS DR8 WDMS 双星星表中已找出 205 颗 PCEBs^[19]。这些数据已用于研究现代天体物理学中一些重要的课题, 如限制公共包层演化理论^[12, 13, 16], 小质量白矮星的起源^[40], 白矮星及小质量主序星的质量-半径关系^[41-46], 主序星的成双性^[47]等。随着 SDSS 和 LAMOST 巡天的不断开展, WDMS 双星的数目有望再上一个量级, 为我们深入开展相关研究奠定基础。

本文结构如下: 第 2 章简要介绍 WDMS 双星的形成和演化; 第 3 章介绍 WDMS 双星的测光和光谱特征, 以及大型巡天项目中 WDMS 双星的搜寻; 第 4 章介绍基于已有的 WDMS 双星样本所开展的科学研究及获得的成果; 第 5 章总结本文的主要内容, 并对 WDMS 双星

搜寻研究领域将可能开展的工作进行了展望。

2 WDMS 双星的形成和演化

2.1 WDMS 双星的形成

宽距主序双星被认为是密近致密双星的前身星。当主序双星中质量较大的那颗离开主序后, 它的半径就开始增大。一般情况下, 双星的轨道间距足够宽, 其两成分像单星一样演化, 没有质量转移发生。双星星族合成模型预测, 约 75% 的主序双星不会发生相互作用, 最终形成宽距 WDMS 双星; 而另外的约 25% 则会经历质量转移过程^[48]。因此, 可以预测出后主序双星 (post-MS binaries) 的轨道间距和轨道周期会呈双峰分布, 其中, PCEBs 集中在短轨道周期处, 而 non-PCEBs 则集中在长轨道周期处。由于演化过程没有相互作用, 宽距 WDMS 双星的演化就相对比较简单, 对其不作详细介绍; 我们主要介绍经历过相互作用的密近 WDMS PCEBs 的形成和演化。虽然大多数交互双星都经历过公共包层演化阶段而形成密近致密双星, 但是其中的演化细节则主要依赖于质量转移过程, 也就是依赖于两成分的初始质量。

在双星演化中, 当其中一颗恒星充满其洛希瓣, 就会发生质量转移。如果两颗星都未充满它们各自的洛希瓣, 则此双星系统被称为分离 (detached) 双星。当其中一颗恒星充满其洛希瓣而引发质量转移时, 这种双星系统被称为半接 (semi-detached) 双星。如果两颗恒星都充满了各自的洛希瓣, 那么这种双星系统就是相接 (contact) 双星; 这种情况下, 就会产生公共包层。对于那些会演化成 PCEBs 的主序双星来说, 一旦主序双星中质量较大的那颗主序星演化到红巨星阶段并最终充满其洛希瓣, 就会向其伴星发生动力学不稳定的质量转移^[48, 49], 最终其伴星的洛希瓣也将被充满。此时该双星系统就进入了相接阶段 (contact phase), 两颗星被公共包层所包围。公共包层内的摩擦会导致双星间距快速减小, 轨道能量和角动量也随之减小, 最终公共包层被抛射出去, 形成被行星状星云所包围的热亚矮/白矮-主序双星 (hot sub-dwarf/WDMS)。热白矮星慢慢冷却, 行星状星云也逐渐消散, 最终双星系统作为后公共包层双星 (PCEB) 被观测到。至于 WDMS PCEBs 中的白矮星是 He 核、C/O 核, 还是 O/Ne/Mg 核白矮星, 则依赖于质量传递发生的时间^[10, 48]。如果质量转移发生在最初的主序双星中质量较大的那颗星把 He 燃烧成 C 之前, 那么白矮星就是 He 核白矮星 ($M_{\text{WD}} \lesssim 0.5 M_{\odot}$); 如果质量转移发生时, 相当一大部分 He 已经燃烧成了 C/O, 那么最终的白矮星拥有的就是 C/O 核 ($0.5 M_{\odot} \lesssim M_{\text{WD}} \lesssim 1.1 M_{\odot}$); 同样, 如果质量转移开始时, 相当一部分 C/O 已经燃烧成 Ne/Mg, 最终, 就是 O/Ne/Mg 核的 ($1.1 M_{\odot} \lesssim M_{\text{WD}} \lesssim 1.38 M_{\odot}$) 白矮星。

PCEBs 中的致密天体除了白矮星外, 还可能是中子星 (neutron star, NS) 或者黑洞 (black hole, BH)。此外, 那些包含热亚矮星 (sdO 或 sdB 型亚矮星) 的短周期双星也被认为是 PCEBs。而 PCEB 中的伴星则可能是非简并天体, 也有可能是致密天体。也就是说, 除了我们这里提到的短周期 WDMS 双星外, PCEB 还有可能是双中子星 (NS+NS), AM CVn 双

星 (WD+WD), 超致密 X 射线双星 (WD+NS) 等。但是目前观测到的 WDMS PCEBs 的数目最多, 且其两成分 (白矮星和 M 矮星) 较简单, 因此 WDMS PCEBs 成为研究公共包层演化最理想的双星系统。

2.2 WDMS PCEBs 的演化

在公共包层被抛射出去形成 PCEBs 后, PCEBs 通过角动量损失 (angular momentum loss, AML) 机制继续演化, 其轨道周期变得更短, 轨道间距也不断缩小。这里的角动量损失机制包括: 引力辐射 (gravitational radiation, GR), 磁制动 (magnetic wind braking, MB)^[50]。这种 PCEBs 的继续演化过程被认为是一些特殊天体如双白矮星、激变变星和超软 X 射线源 (super-soft X-ray source, SSXS) 等天体的基本形成渠道。这些天体中的一部分最终会以 Ia 型超新星的形式结束其生命。

依赖于伴星的核时标 (τ_{nuc}) 和角动量损失时标 (τ_{AML}), PCEBs 会有不同的演化路径。一般情况下, PCEBs 中的伴星是小质量的主序星, $\tau_{\text{nuc}} \gg \tau_{\text{AML}}$ 。而 $\tau_{\text{AML(MB)}} \simeq 10^8 \text{ a}^{[51]}$, 这意味着由于 AML 导致的轨道间距缩减会使伴星充满其洛希瓣, 从而进入第二个质量转移阶段, 这时物质从小质量伴星传向白矮星。如果白矮星的质量大于主序伴星的质量 ($M_{\text{WD}} > M_{\text{MS}}$), 此时质量转移是热稳定及动力学稳定的, 就会形成激变变星。因此, 那些轨道周期小于 1 d 的、包含 1 颗小质量主序星和 1 颗白矮星的分离双星系统就被称为前激变变星 (pre-CV)^[52]。如果白矮星质量和伴星质量相当 ($M_{\text{WD}} \simeq M_{\text{MS}}$), 此时质量转移是热不稳定而动力学稳定的, 该系统会成为超软 X 射线源。如果 PCEBs 的伴星是光谱型为 A 或 F 的恒星, 即伴星质量较之前所说的小质量主序伴星大得多 (即 $M_{\text{WD}} < M_{\text{MS}}$), 那么质量转移是热不稳定且动力学不稳定的, 该系统会进入第二个 CE 阶段。这种双星不会经历由 MB 引发的 AML, 当它们的主序星伴星演化到红巨星阶段时, 半径变大, 洛希瓣被充满, 通过内部的核燃烧演化来触发向白矮星的质量转移。由于这种伴星一般都比白矮星主星的质量大得多, 质量转移是动力学不稳定和热不稳定的, 故很有可能进入第二个 CE 阶段, 最终导致极短周期的双筒并天体的形成。但是不排除, 质量转移是热稳定和绝热稳定的情况, 此时, 系统会成为轨道周期 $\gtrsim 1 \text{ d}$ 的共生双星 (symbiotic star)。图 1 是 WDMS PCEB 的形成和演化示意图。

对密近双星的演化研究主要基于理论研究, 但是理论结果并不能很好地描述 CE 阶段和 MB。为了能更好地理解密近双星演化中的 CE 演化阶段和 MB 机制, 就需要有严格的观测限制来检验和矫正理论。对密近双星的演化研究最初集中在行星状星云的双核^[53]研究上。行星状星云的双核是 CE 阶段最直接的证据, 因为行星状星云的观测参数与 CE 阶段结束时的参数一样, 因此对它们的属性的研究是最理想的检验理论预测的方法; 但是这种双核行星状星云非常少, 因此研究密近双星演化的真实过程最好的办法, 莫过于分析 PCEBs。因为 PCEBs 的数目非常多, 而且它们的两恒星成分也已被很好地研究, 例如包含 1 颗白矮星和 1 颗主序星的 WDMS PCEBs, 其恒星两成分众所周知; 此外, PCEBs 一般都是近邻的, 用 2~8 m 的望远镜就能观测到, 且不存在吸积盘。因此, 相较于 CV, WDMS PCEBs 是研究密近双星演化最理想的天体。2003 年之前, 观测到的 PCEB 还非常少, 主要来自类星体巡天里的源, 有严重的选择效应, 偏向包含小质量伴星的年轻双星系统; 因此不能代表真正的 PCEB 星族, 不能用来与双星星族模型^[48]做比较。自从 SDSS 的数据发布之后, WDMS 双星的数目得到了极

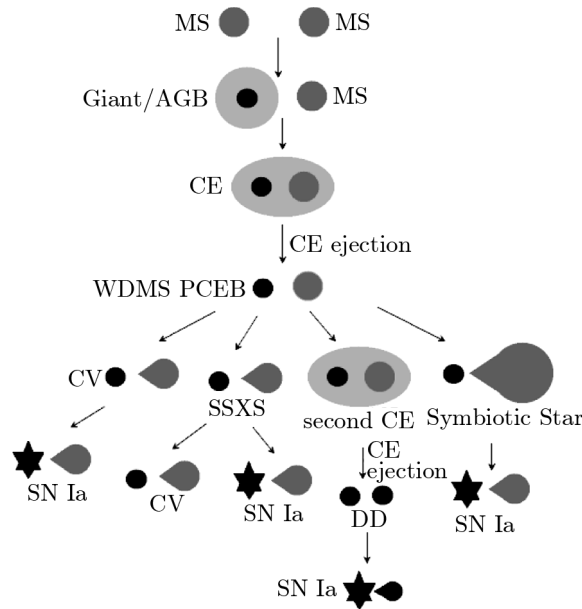


图 1 WDMS PCEBs 的形成和演化示意图

大的提高，为大量观测 PCEB 星族铺平了道路。另外，有一部分 WDMS 双星是掩食双星，掩食双星有助于给出准确的恒星质量和半径。由于短周期 WDMS 双星经历了 CE 演化，它们有望包含较大范围的白矮星质量，这对限制经验的白矮星质量-半径关系非常有用。此外，在限制小质量主序星的质量-半径关系方面，掩食 WDMS 双星也起着重要作用。

3 WDMS 双星的特征及识别

3.1 WDMS 双星的测光及光谱特征

分离 WDMS 双星是一种无相互作用的双星，其颜色特征可以使它们很容易从 SDSS 测光双色图上与其他天体区分开来^[54, 55]。图 2 给出 SDSS DR1 中双星与其他类型天体在 $g-r$ 比 $u-g$ 双色图上的位置^[56]。可以看出，在双色图上，双星带位于主序带的上方区域；而该双星带的属性也基本上与各种光度比的 WDMS 双星的分布相一致。因此，可以说在双色图上 WDMS 双星处于连接 M 矮星和白矮星的“桥梁”位置。至于一颗 WDMS 双星具体在“桥梁”的哪个位置，则取决于其两成分的光度比。双星带的蓝端主要包含的是有热白矮星和/或晚型 M 矮星的双星系统，与类星体的颜色区域有重叠；而双星带的红端完全由那些包含冷白矮星 WDMS 双星所主导。

WDMS 双星在光学波段光谱上表现为：蓝端是白矮星特征，红端是小质量主序星特征。其中，白矮星是大部分主序星（质量约小于 $10 M_{\odot}$ ）演化的终点，其质量分布的尖峰是在约 $0.6 M_{\odot}$ ^[57-60]。根据白矮星大气成分的不同，Sion 等人^[61]对白矮星进行了分类。DA 白矮星^[62]（“D”代表 Degenerate）有着 H 主导的大气，其典型光谱特征是巴耳末 (Balmer) 线，是

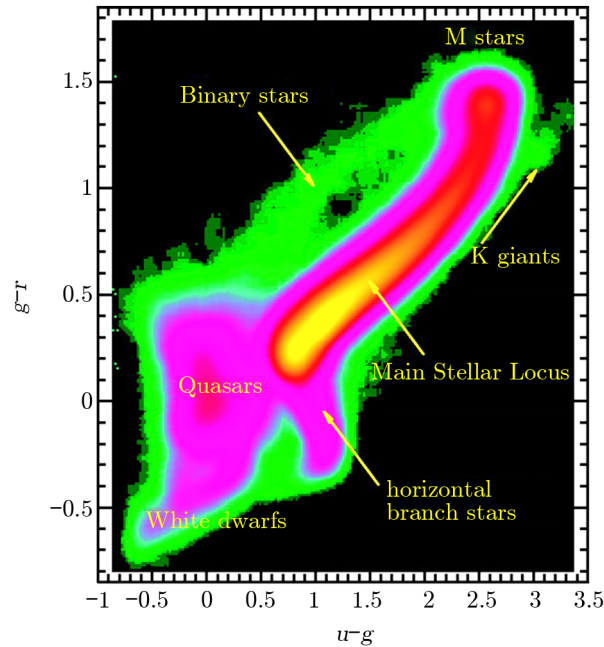


图 2 不同类型天体在 $g-r$ 比 $u-g$ 双色图上的位置^[56]

数据来自 SDSS DR1 中 $u < 20.5$ mag 的约 199 万颗恒星的测光信息。颜色从绿、红、黄的变化表示数密度的依次增加。

最常见的白矮星类型。DB 白矮星^[63]是除 DA 白矮星外较为常见的白矮星类型,其大气是 He 主导的,主要光谱特征是 He I 线,没有 H 或其他元素的谱线。恒星大气中包含电离 He 的热白矮星称为 DO 白矮星,光谱中可看到 He II 线,偶尔也可以在这类白矮星里探测到一些 H (DAO 白矮星) 或 He I 线。只有一小部分的白矮星的恒星大气是由其他不同元素组成,例如 DQ 白矮星的大气由碳 (Carbon) 组成, DZ 白矮星是由其他重元素主导。光谱中没有明显的谱线特征且比较接近连续谱的冷白矮星则被称为 DC 白矮星。另外, DH 白矮星代表磁白矮星 (magnetic WD)。

M 型恒星^[64]是最冷的晚型主序星,有效温度在约 2200~3800 K 之间,是银河系中最普遍存在的恒星^[65],其主序寿命大于哈勃时间,质量一般在约 $0.1 \sim 0.5 M_{\odot}$ 之间。由于 M 型星的有效温度很低,它们有对流核和对流包层,随着温度的下降,对流包层会跟着增长;当温度足够低时,对流包层延伸到对流核, M 型星就变成完全对流的。由于温度低,小质量 M 主序星大气里的 H 和 C 大多都位于 H_2 和 CO 分子中,多余的 O 则位于 TiO、VO、 H_2O 、OH 中,此外还有金属氧化物和氰化物如 FeH、CaH 和 MgH。其光谱能量分布由 TiO 和 VO 吸收线主导,另外还有一些 Na I、K I、Fe I、Mg I、Ca II、Li I、Ba II 谱线^[66, 67]。通过探测特定的原子谱线和分子带特征,就可以通过光谱区分红巨星和红矮星,细分 M 型恒星的光谱型次型^[68-70]。图 3 给出了不同分类子型的 M 型矮星的光谱模板^[73]。

知道了白矮星和小质量主序星的光谱特征后, WDMS 双星的光谱特征就一目了然。一般, WDMS 双星的光谱蓝端有明显的白矮星特征,而红端则由小质量主序星主导。WDMS

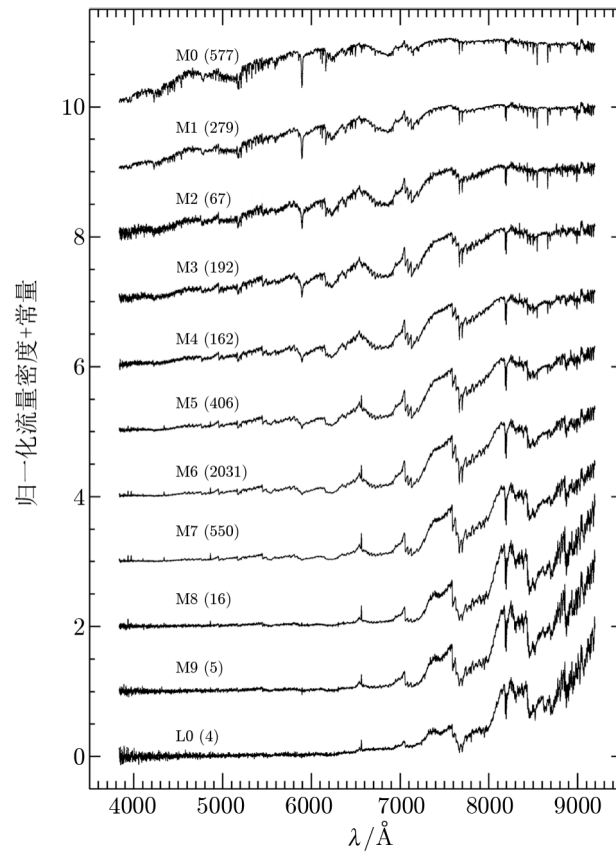
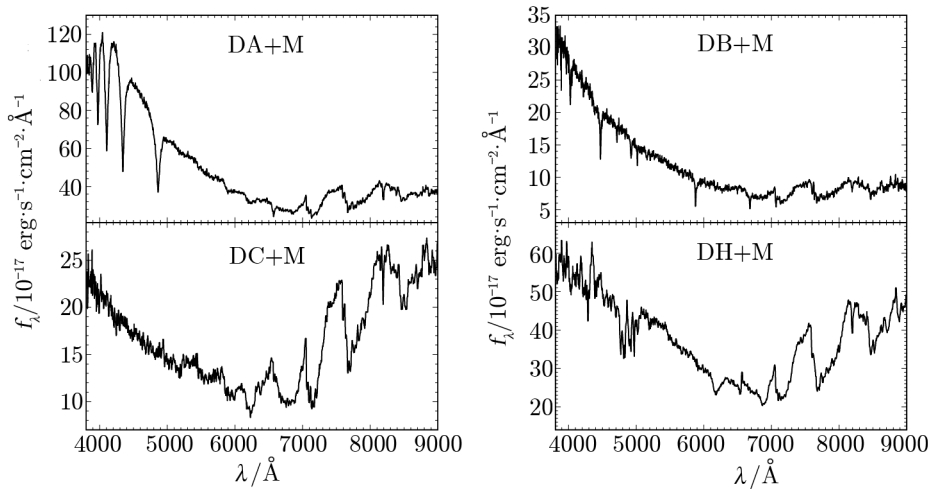


图 3 不同子型 M 矮星模板谱^[73]

双星光谱的整体形状依赖于两成分恒星的有效温度。例如，如果小质量伴星很冷，热白矮星将会主导双星光谱；而如果白矮星的有效温度很低，早型 M 主序星将会主导双星光谱。因此，WDMS 双星的探测明显受观测偏差效应的影响。此外，WDMS 双星光谱中还可能会出现巴耳末发射线，其中 $H\alpha$ 发射线最强；这是因为，当白矮星足够热时，会对其伴星产生加热效应，由于伴星的磁活动，就出现了巴耳末发射线。图 4 给出了几种 WDMS 双星的光谱示例（来自 SDSS WDMS 双星星表^[31]）。

3.2 WDMS 双星的搜寻

基于 WDMS 双星与其他主序星在测光颜色上的差异，可以采用 SDSS ugriz 颜色来筛选 WDMS 双星，然后再通过检查相应光谱来进一步判断^[23]。但是基于 SDSS ugriz 颜色判据选出的 SDSS WDMS 双星有一定的选择效应，只能探测到伴星光谱型晚于约 M0 的 WDMS 双星。比如，由于两成分在光学波段的亮度差别较大，热白矮星 + 晚型伴星、冷白矮星 + 早型伴星这样的 WDMS 双星就很难在光学波段被发现。而早期从 SDSS I^[74] (2000 — 2005 年，主要获得星系和类星体的光谱) 里搜寻 WDMS 双星的工作^[23, 25-27] 都是基于 WDMS 双星必须在光学波段同时存在“红” (晚型主序星) 的和“蓝” (白矮星) 的成分这种观点，但这种方法

图 4 几种 WDMS 双星的光谱^[31]

搜寻到的只是一部分的 WDMS 双星, 遗漏了那些单成分主导 (另一成分较弱) 的双星系统。

另外, 相比于 SDSS I, SDSS II(2005 — 2008 年)^[75] 包含三部分的巡天: SDSS I 遗留巡天 (the Sloan Legacy Survey)、SEGUE (SDSS Extension for Galactic Understanding and Exploration)^[55]、超新星巡天 (the Sloan Supernova Survey)。由于包含热白矮星和/或晚型 M 矮星的 WDMS 双星在双色图上与类星体有所重叠, 因此从 SDSS I 和 SDSS II 遗留巡天中找出大量的 WDMS 双星, 但是这种选择效应导致 SDSS 中包含冷白矮星/早型 M 矮星的 WDMS 双星缺失。为了克服这种选择效应, Rebassa-Mansergas 等人^[29] 尝试通过颜色选择法, 进一步搜寻那些包含冷白矮星和/或早型 M 矮星/晚型 K 矮星的双星。他们模拟了 WDMS 双星的 ugriz 颜色 (白矮星有效温度在 6 000 ~ 40 000 K 之间, 伴星光谱型是 K0 — M6)。图 5 给出了合成的 SDSS WDMS 双星在不同的双色图 ($u - g$ 比 $g - r$, $g - r$ 比 $r - i$, $r - i$ 比 $i - z$) 上的位置。他们发现, 通过采用以下的颜色判据可以将主序伴星主导的 WDMS 双星与类星体、单主序星及白矮星主导的 WDMS 双星区很好地分开来:

$$\begin{aligned}
 u - g &< 2.25 \text{ mag}, & g - r &> -19.78(r - i) + 11.13 \text{ mag}, \\
 g - r &> -0.2 \text{ mag}, & g - r &< 0.95(r - i) + 0.5 \text{ mag}, \\
 g - r &< 1.2 \text{ mag}, & i - z &> 0.5 \text{ mag} \quad \text{当 } r - i > 1.0 \text{ mag}, \\
 r - i &> 0.5 \text{ mag}, & i - z &> 0.68(r - i) - 0.18 \text{ mag} \quad \text{当 } r - i \leq 1.0 \text{ mag}, \\
 r - i &< 2.0 \text{ mag}, & 15 &< g < 20 \text{ mag}.
 \end{aligned} \tag{1}$$

该选择判据可优化 WDMS 双星的识别, 以选出那些有冷白矮星和早型伴星的 WDMS 双星。2005 年 10 月, SEGUE 巡天采用了上面的颜色判据, 以实现在每对天区里观测至多 10 个, 平均 5 个 WDMS 双星的目标。到 2008 年 SDSS II 结束时, 从 SEGUE 中新识别的 WDMS 双星的数目达到了 251 个 (图 5 中的绿色点)。

此外, 他们用模板匹配方法^[27] (选了 163 个先前识别出的 WDMS 双星作模板) 从整个

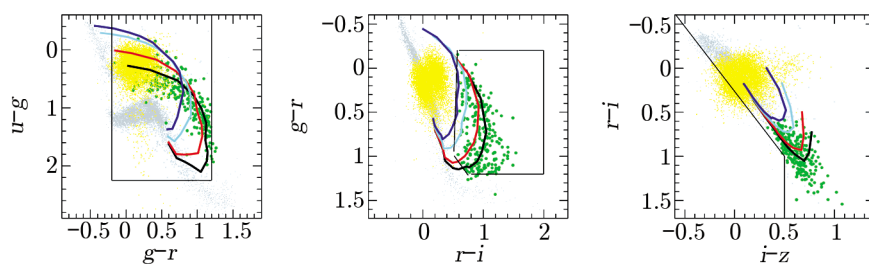


图 5 合成 WDMS 双星的双色图^[29]

$u-g$ 比 $g-r$, $g-r$ 比 $r-i$, $r-i$ 比 $i-z$ 。其中, 彩色轨迹线对应的是包含伴星光谱型 K0 到 M6, 白矮星有效温度为 40 000 K (蓝线)、30 000 K (浅蓝色)、20 000 K (红色) 和 10 000 K (黑色) 的 WDMS 双星。图中黄色和灰色的点分别代表类星体和单主序星, 灰色阴影区是满足颜色判据的区域, 绿色点是最终识别出的 SEGUE WDMS 双星样本。

SDSS DR7 数据中搜寻 WDMS 双星, 再通过人眼检查光谱进一步确认。考虑到人眼检查光学光谱的过程中, 会丢掉那些单成分主导的双星系统, 他们将 SDSS 星表与 GALEX (Galaxy Evolution Explorer)^[77, 78] 和 UKIDSS (United Kingdom Infrared Telescope)^[79-82] 进行了交叉, 搜寻那些被分类为 M 矮星但是有蓝超 (blue excess) 的 WDMS 双星, 以及那些被分类为白矮星但是有红超 (red excess) 的 WDMS 双星。通过检查测光图像, 他们删掉了那些假的双星系统, 例如那些从测光图像上可以看出周围有亮星污染的源。结合该模板匹配法找出的 WDMS 双星, 及前面提到的用颜色选择法找出的含冷白矮星和/或早型伴星的 WDMS 双星, Rebassa-Mansergas 等人^[29] 最终从 SDSS DR7 里找出了 2248 颗 WDMS 双星 (其中, 251 颗来自 SEGUE, 1997 颗来自 SDSS I / SDSS II 中的斯隆遗留巡天)。该 SDSS DR7 WDMS 双星样本的完备性约大于 98%, 几乎包含了 SDSS DR7 中所有的 WDMS 双星。

虽然 Rebassa-Mansergas 等人^[29] 成功地从 SEGUE 中搜寻出了 251 颗包含冷白矮星和/或早型 M 矮星/晚型 K 矮星的 WDMS 双星, 但这只占整个 SDSS WDMS 双星样本数的 10% 左右。而 Schreiber 等人^[52] 预言含冷白矮星的 WDMS 双星的比例会很大。此外, 之前单纯基于光学波段颜色或光谱搜寻出来的 WDMS 双星样本仍然不够完备, 只包含了那些在光学波段两成分可见的双星。因此, 2013 年, Rebassa-Mansergas 等人^[31] 采用了一种无需 SDSS 光谱, 纯粹基于 SDSS 光学测光及红外测光的颜色选择法从 SDSS DR8 中搜寻 WDMS 双星, 尤其是那些包含冷白矮星和/或伴星主导的双星系统。首先, 他们采用基于 SDSS ugriz 测光的颜色判据来排除单主序星 (图 6 的第 1 行); 然后, 结合光学及红外测光来进一步搜寻有红外超的源, 即用筛选出的候选体与 UKIDSS DR9^[81, 82]、2MASS (Two Micron All Sky Survey)^[71] 和 WISE (Wide-field Infrared Survey Explorer)^[83] 进行交叉, 进一步剔除类星体, 搜寻出含冷白矮星和/或早型 M 矮星的 WDMS 双星系统 (图 6 的第 2 行)。通过与已有的 SDSS 白矮星星表^[84, 85] 进行交叉, 进一步剔除了那些单白矮星。最终, 该方法找出了 3419 颗 WDMS 双星候选体 (图 6 中的黑色点)。而这 3419 颗候选体中, 567 颗有 SDSS 光谱。通过逐个检查光谱, 发现有 468 颗 WDSM 双星, 21 颗激变变星, 16 颗主序星, 2 颗是双主序星的光学叠加, 46 颗类星体, 2 颗消光严重的主序星, 12 颗未知分类的天体。因此, 他们这种纯粹基于测光的搜寻 WDMS 双星的颜色选择法成功率约为 83%, 主要污染源是一些激

变星和少量的类星体。通过分析, 他们发现这种纯粹基于测光的颜色选择法搜寻出来的主要 (约 70%) 是包含冷白矮星和/或伴星主导 (白矮星有效温度小于 $10\,000 \sim 15\,000\text{ K}$, 伴星光谱型为 M2-3) 的 WDMS 双星, 填充了之前的缺失。同时, 再采用前面所述的模板匹配法从 SDSS DR8 中搜寻 WDMS 双星, 而后将结果与 Morgen 等人^[30, 76] 的比较, 查漏补缺, 最终 Rebassa-Mansergas 等人^[31] 从 SDSS DR8 中找出了 2316 颗 WDMS 双星。这个最新的 SDSS WDMS 双星星表是目前最大、最均匀的基于光谱识别出的致密双星样本。其中, 只有 47 颗是新从 SDSS DR8 中找出的, 这是因为与之前的选源不同, DR8 主要观测主序星和红巨星, 因此从 DR8 中新发现的 WDMS 双星数目比较少。但是, 这 47 颗新从 SDSS DR8 中发现的 WDMS 双星很明显主要包含的是有冷白矮星的 WDMS 双星, 因此一定程度上弥补了我们之前所说的含冷白矮星和/或早型伴星类型的 WDMS 双星的缺失。

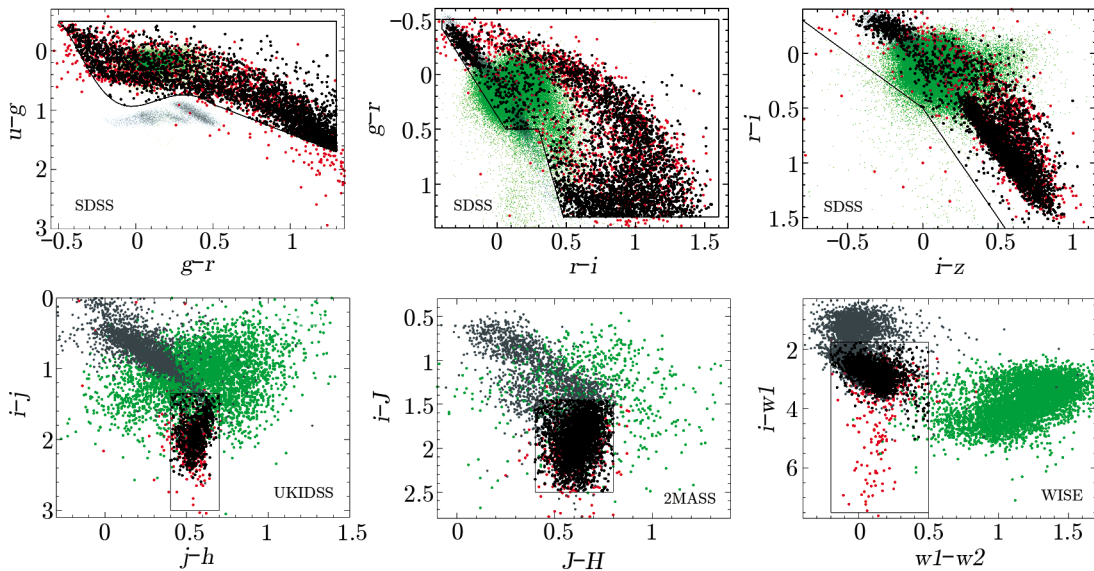


图 6 基于光学及红外测光的颜色选择^[31]

其中, 黑色线框即对应所采用的颜色判据, 黑色的点是选出的 3419 颗 WDMS 双星候选体, 绿色和灰色的点分别代表类星体^[86]和单主序星。

虽然从 SEGUE 及 SDSS DR8 中新找出了一些含冷白矮星和/或早型 M 矮星的 WDMS 双星, 但是这种 WDMS 双星的比例仍太小, 目前的 SDSS WDMS 双星样本还是存在严重的选择效应, 仍须搜寻更多的 WDMS 双星来扩大已有样本。我国正在开展的大型巡天项目 LAMOST (大天区面积多目标光纤光谱望远镜, 也叫郭守敬望远镜) 已进入正式巡天阶段, 且已释放了 DR1 的数据。LAMOST 是一架中星仪式反射施密特望远镜^[32], 有效通光口径为 4 m, 视场为 5° , 可同时获得 4000 条光谱。2012 年 9 月, LAMOST 开始了为期 5 a 的正式巡天。LAMOST 巡天主要包含两个部分^[33]: 用于研究宇宙大尺度结构的 LEGUS (LAMOST Extra-Galactic Survey); 用于研究银河系结构和演化的 LEGUE (LAMOST Experiment for Galactic Understanding and Exploration)^[35]。考虑到 LAMOST 与 SDSS 的选源不同, 观测

了大量的银河系内天体,因此很有必要从 LAMOST 巡天数据中搜寻 WDMS 双星。由于 LAMOST 选源有一定的复杂性,不是所有的源都有 SDSS ugriz 星等,无法采用传统的颜色选择法,因此任娟娟等人^[39]采用了一种新的基于光谱特征的小波分析法来搜寻 WDMS 双星。在目前已知的 WDMS 双星中,约 80% 都是 DA/M (DA 白矮星 + M 矮星) 双星,且只有 DA/M 双星才可以获得可靠的恒星参数来进行后续分析研究,因此他们主要采用小波分析方法来搜寻 DA/M 这样的 WDMS 双星。最终,他们从 LAMOST DR1 里找到了 121 颗 WDMS 双星,其中 41 颗 SDSS 观测过,80 颗是 LAMOST 新观测到的。这使目前已发布的有实测光谱的、可用于后续研究的 WDMS 双星的数目增加到 2396 颗 (SDSS+LAMOST)。随着 LAMOST 和 SDSS 巡天的深入开展,未来搜寻到的 WDMS 双星的数目有望再增一个量级。表 1 列出了历年来从大型巡天项目中搜寻到的 WDMS 双星的数目。

表 1 从大型巡天项目中搜寻到的 WDMS 双星的数目

参考文献	数据来源	找出的 WDMS 双星的数目
[23]	SDSS DR1	109
[24]	SDSS DR4	747
[25]	SDSS DR5	1225
[26]	SDSS DR6	857
[27]	SDSS DR6	1602
[28]	SDSS DR7	523
[29]	SDSS DR7	2248
[76]	SDSS DR8	1756
[31]	SDSS DR8	2316
[39]	LAMOST DR1	121

3.3 WDMS PCEB 候选体的识别

公共包层演化阶段经历时间非常短 ($\lesssim 10^3$ a), 很难捕获到正处于公共包层阶段的双星系统, 因此, PCEBs 就成为研究公共包层演化最直接和便利的途径。而在各种 PCEBs 中, WDMS PCEBs 因其数目多、易于观测、无吸积盘等原因而成为研究公共包层演化最为理想的双星系统。虽然关于 WDMS PCEBs 的理论模型^[48]已经非常详细,但仍缺乏观测限制。2003 年之前, PCEBs 样本的数目不仅非常少,而且有着严重的选择效应;主要是在类星体巡天时意外发现的,且主要包含的是有小质量伴星的年轻系统,很明显不能代表本征的 PCEB 星族。随着 SDSS 巡天数据的逐渐释放,发现了越来越多的 WDMS 双星,为大尺度观测 PCEB 星族铺平了道路。而要从大量的 WDMS 双星中识别出 PCEBs 并给出它们的双星参数,则面临着极大的挑战。

SDSS 巡天发布的光谱中,大约有 10% 是重复观测的。因此,对于一颗重复观测的 WDMS 双星,若能从其多次观测的光谱中检测出视向速度变化,就可以明确判断该双星是否为 PCEB 或强的 PCEB 候选体。2007 年, Rebassa-Mansergas 等人^[17]系统地搜寻了 SDSS DR5 光谱数据库,发现 101 个 WDMS 双星系统重复观测了 2~7 次,且其光谱有清晰可见的、可用于视向速度测量的 $\text{Na I } \lambda\lambda 8183.27, 8194.81$ 双吸收线和/或 $\text{H}\alpha$ 发射线。对 Na I 双线和 $\text{H}\alpha$ 发

射线分别采用双高斯加二次多项式、单高斯加二次多项式的拟合方式, 找出线心来计算视向速度。视向速度的总误差定义为拟合误差与波长定标误差的平方和开根号。对于那些有多次观测光谱的双星系统, 通过检测其多次的视向速度值是否表现出大的变化, 来判断其是否为 PCEB 候选体。若有 3σ 以上的视向速度变化, 则为 PCEB 候选体; 反之, 则为宽距 WDMS 候选体。对于这些宽距 WDMS 双星及只有一个视向速度值的双星系统, 需要后续的视向速度观测来进一步判断是否为 PCEB 候选体。这种 3σ 视向速度变化判据, 可以找出轨道周期在 $1 \sim 10$ d 的 PCEBs。最终, 他们从 SDSS DR5 里找出了 18 颗有 3σ 以上视向速度变化的 WDMS, 将它们列为 PCEBs 或强的 PCEBs 候选体。因此他们估计, 在他们的 SDSS WDMS 双星样本中 PCEBs 的比例约为 15%, 大致与双星星族模型预测^[48] 的相一致。但是他们估算的这个比例太低, 可能只是真实的 PCEBs 比例的下限。由于重复观测的光谱太少 (大多只观测了 2 次), SDSS 光谱的分辨率较低 ($\lambda/\Delta\lambda \simeq 1800$) 等原因, 导致 Rebassa-Mansergas 等人从 SDSS DR5 中发现的 WDMS PCEBs 并不多, 因此还需要大量的后续观测。

之后, 基于 Rebassa-Mansergas 等人^[27] 发布的 SDSS DR6 WDMS 双星星表, Schreiber 等人^[19] 进行了大量的后续观测, 对每个 WDMS 双星获得至少 2 个观测夜的 2 条光谱。截止 2010 年 1 月, 他们获得了 670 颗 SDSS WDMS 双星的 3308 条光谱。通过 χ^2 检验来探测这 670 颗双星是否有视向速度变化。最终, 他们找出了 205 颗视向速度变化大于 3σ 的强 PCEB 候选体。此外, 该 SDSS PCEBs 研究团组还对找出的 PCEBs 进行了后续的密集光谱观测, 获得视向速度曲线, 给出 PCEBs 的轨道周期。截止 2011 年, 已知轨道周期等参数的 SDSS PCEBs 已达到 79 颗^[87] (其中, 10 颗 PCEBs 通过光变识别出, 其他则是通过视向速度变化识别出), 是前 SDSS 时代 PCEBs 数的 2 倍多。

4 基于 WDMS 双星的研究

通过对大样本 WDMS 双星的后续观测, 从中识别出越来越多的宽距 WDMS 双星和 PCEBs^[17-19], 这些样本已用于研究现代天体物理学中一些非常重要的课题, 如限制公共包层演化理论^[12, 13, 16], 角动量损失机制中的磁制动理论^[19], 小质量白矮星的起源^[40], 白矮星/小质量主序星的质量-半径关系^[41, 42], 主序星的成双性^[47] 等。

4.1 限制共包层演化理论

构建双星星族合成 (Binary Population Synthesis) 模型是研究密近致密双星星族并预测双星演化输出的一个常用手段, 这种研究方法已应用在 Ia 型超新星前身星^[4]、短 γ 暴^[101]、银河系中 WDMS 双星^[12, 48] 等的研究中。然而, 在这些双星星族合成模型中, 公共包层演化通常是用一个参数化的能量方程近似描述, 即所谓的公共包层效率 α_{CE} (即一部分轨道能用来抵消公共包层束缚能, 导致公共包层抛射出去)。虽然, 近来的观测和理论结果都表明公共包层效率很低^[13, 14], 即 $\alpha_{\text{CE}} \simeq 0.25$, 然而仍不清楚是否有其他的能量源在抛射共包层的过程中也起着一定的作用, 以及起了多大的作用。

长周期 PCEB (IK Peg)^[102, 103] 及共生双星 (T CrB^[104] 和 RS Oph^[105]) 曾被认为是存

在额外能量源的直接证据, 其中最有希望的候选能量源是原子结合能。然而, Soker 和 Harpaz^[106] 认为原子结合能在公共包层抛射过程中贡献并不大, 因为包层的不透明度太小, 结合能应该会被辐射掉而不可能用来加速气体抛射包层。随着从 SDSS 中发现的 PCEBs 的增多, 2012 年, Rebassa-Mansegas 等人^[16] 发现了两颗长周期 PCEBs (是除 IK Peg 外周期最长的 PCEBs), 分别在引入和忽略结合能的情况下重构了这两颗 PCEBs 的演化, 但是并没有找到结合能在公共包层抛射过程中重要性的直接证据。他们指出, 测量更多的有大质量白矮星 (约大于 $0.8 M_{\odot}$) 的 PCEBs, 将提供公共包层演化中结合能的重要性的进一步限制。

4.2 磁制动机制的观测证据

在密近致密双星演化中, 由磁制动引起的角动量损失被称为中断磁制动 (disrupted magnetic braking)。当致密双星中的伴星拥有的是辐射核 (radiative core) 时, 磁制动是非常有效的角动量损失机制; 但如果伴星是完全对流的, 则磁制动引起的角动量损失几乎可以忽略。这种角动量损失机制可以用于解释激变变星轨道周期分布中存在的轨道周期空缺 (orbital period gap, $2 \sim 3$ h) 问题^[107], 但还没有被独立验证。2003 年, Schreiber 和 Gänsicke^[52] 提到, 对激变变星的前身星即分离 WDMS PCEBs 的星族观测研究会有助于提供关于磁制动的限制。2006 年, Politano 和 Weiler^[108] 提出了一个清晰明确的检验中断磁制动理论的途径: 如果磁制动确实在伴星质量处于完全对流边界 (约 $0.3 M_{\odot}$) 时中止, 那么在吸积发生之前, 有完全对流伴星的 PCEBs 的演化时标应该远大于那些伴星质量大于完全对流边界质量的 PCEBs。最终, 应该能找到更多的有完全对流伴星的 PCEBs。因此, 关于中断磁制动理论的一个基本预测是: 当伴星质量超过完全对流边界质量 (约 $0.2 \sim 0.3 M_{\odot}$) 时, PCEBs 的相对数目应该会急剧减小。但是, 与之相反, Andronov 等人^[109] 则提出磁制动不会在完全对流边界中止。据此, PCEBs 的相对数目与伴星质量之间就没有依赖关系, 不会在完全对流边界发生突然变化。

为了检验上述中断磁制动模型, 即测量 PCEBs 的相对数目与伴星质量之间的函数关系, 就需要大样本的 PCEBs。随着 SDSS WDMS 双星数目的增多, 这种需求得以满足。2010 年, Schreiber 等人^[19] 从 SDSS WDMS 双星样本中找出了 205 颗 PCEBs 候选体。通过对比 PCEBs 比例与伴星质量之间的关系, 他们发现当伴星质量超过完全对流边界时, PCEBs 的比例明显下降, 即有对流核伴星的 PCEBs 的数目比例较少; 这与中断磁制动理论预言 (包含完全对流伴星的 PCEBs 有着更长的演化时标) 的非常一致。因此, 他们最后得出结论: 磁制动会发生中断, 或者说至少在完全对流边界会大大减小。按照最近关于 M 矮星的磁场测量, 这种中断磁制动现象可能是由完全对流边界的磁场拓扑变化所导致。

4.3 小质量白矮星的起源

就像单星演化模型预测的那样, 大气层富氢的白矮星的质量分布峰值在 $0.6 M_{\odot}$ 附近^[57, 88-90]; 此外, 还发现存在另一个较小质量的峰值约为 $0.4 M_{\odot}$ ^[60, 89, 91, 92]。但事实上, 能产生这种小质量白矮星 ($M_{\text{wd}} \lesssim 0.5 M_{\odot}$) 的小质量单主序星的演化时标要大大超过哈勃时间, 因此, 这种小质量白矮星的存在就只能通过双星中的质量转移来解释。当主序双星中质量较大的那颗 (即主星) 演化到巨星阶段并充满其洛希瓣, 就会向其伴星发生动力学不稳定的质

量转移, 最终形成吞并主星的核及伴星的公共包层。由于双星轨道的衰减导致轨道能减小, 因此公共包层被抛射出去, 进而阻止了主星氦核的增长, 使其不能达到氦点燃。最终, 该演化过程的输出就是包含了一颗白矮星 (可能是小质量氦核白矮星) 和一颗小质量主序星 (基本未发生改变) 的 PCEB。

以上这种假设的小质量白矮星起源渠道已经通过一些观测到的双星 (双白矮星^[93], 中子星-白矮星双星^[94], 亚矮星-白矮星双星^[95], 有小质量白矮星主星的 PCEBs^[13, 52]) 中的小质量白矮星得到了证实。然而, 还有相当一部分似乎是单星的小质量白矮星表现出视向速度变化或者红外超, 即可能有伴星存在^[96]。可能的解释有: 半接密近双星产生的超新星爆发导致伴星包层被吹散, 留下一个小质量的核^[97]; 演化到第一个巨星支阶段时严重的质量丢失导致形成小质量 CO 核白矮星^[98]; 密近巨行星的旋入 (spiral-in) 导致恒星包层的抛射^[99]; 两个极小质量白矮星的并合^[100] 等。

但是, 由于缺乏足够大且均匀的 PCEBs 样本, 一直未能给出关于小质量白矮星密近双星起源机制的结论性研究。目前, 这种局面正在逐渐改变。自从 SDSS 巡天开展以来, 已经识别出 2000 多颗 WDMS 双星, 包括宽距 WDMS 双星及 PCEBs。2011 年, Rebassa-Mansergas 等人^[40] 选取了 76 颗 PCEBs 及 135 颗宽距 WDMS 双星候选体, 通过对比它们的质量分布, 并与场白矮星的质量分布对比, 最终发现 PCEBs 和宽距 WDMS 双星中的白矮星质量分布有着很大的差异。PCEBs 包含了相当大比例的小质量白矮星, 而宽距 WDMS 双星中的白矮星质量分布则几乎与单白矮星的相同。这是目前关于大量小质量白矮星双星交互起源的最强有力的观测证据。

4.4 白矮星/小质量主序星的质量-半径关系

白矮星是银河系中最为普遍的恒星演化残骸, 小质量主序星也是银河系中比较常见的主序星类型。尽管它们都很普遍, 但只有很少一部分白矮星和小质量主序星有准确测量的半径和质量。白矮星的质量-半径关系在估计星团距离^[111] 以及确定银盘年龄方面^[112] 都发挥着重要作用。然而, 由于可以高精度、独立地测量质量和半径的白矮星太少, 因此经验的白矮星质量-半径关系还存在着很大的不确定性^[113]。对掩食 WDMS 双星的研究可以获得准确的白矮星质量和半径信息: 通过分析光变曲线可以给出准确的半径, 质量则可以通过轨道参数来给出。此外, 掩食 WDMS 双星还可以给出准确的小质量主序伴星 ($\lesssim 0.6 M_{\odot}$) 的质量和半径信息。而已知的有准确测量的质量和半径信息的小质量晚型星还很少, 且小质量星的模型和观测之间存在着不一致性, 模型倾向于将半径低估 20% ~ 30%^[114]。因此, 对掩食 WDMS PCEBs 的识别和详细研究将会大大提高对白矮星和小质量主序星属性的了解, 进一步限制其质量-半径关系。

然而, 由于它们比较暗, 已知的掩食 WDMS 双星并不多。自从 1970 年 Nelson 和 Young^[110] 发现第一颗掩食 WDMS 双星 V471 Tau 以来, 到 2007 年, 一共只发现了 7 颗掩食 WDMS 双星。已知的这些 WDMS 双星都是 PCEBs。随着从 SDSS 中发现的 WDMS 双星数目的骤增^[27], PCEBs 的数目也超过了 200 颗^[19], 这其中势必会存在着大量的掩食 PCEBs。从 2009 年到 2012 年之间, Nebot Gómez-Moñán、Pyrzas、Parsons 等人^[41-46] 又相继识别出 30 颗掩食 WDMS 双星, 使掩食 WDMS 双星的数目达到 37 颗。到 2013 年, Parsons 等

人^[115]结合最大的 SDSS WDMS 双星样本^[29]及 Catalina 巡天光变数据,新发现了 12 颗掩食 WDMS 双星(其中有两颗是目前已知的周期最长的掩食 WDMS 双星,周期分别为 1.9 d 和 2.3 d),使目前已知的掩食 WDMS 双星的总数达到了 49 颗。这些新发现的掩食 WDMS 双星系统有较广的参数范围,包含了小质量的(约 $0.3 M_{\odot}$)白矮星、热的(80 000 K)白矮星,还有 DC 白矮星,主序伴星的光谱型范围从 M2 到 M6。这使该样本成为检验白矮星和小质量主序星的质量-半径关系的理想样本。

4.5 主序星的成双性

在过去几十年中,对主序星的观测表明,大约 50% 的 F 和 G 型主序星都位于多星系统(multiple system)中。光谱型更早的主序星,位于多星系统中的比例越高。因此,一定空间范围内的(volume-limited)白矮星样本就可以反映其前身星——晚 B 到 F 型主序星的成双比例。虽然 M 矮星很容易被中、大质量的主星光芒所掩盖,但当较大质量主序星演化成致密天体时, M 矮星就很容易观测到。因此,通过研究白矮星与小质量主序星的成双性,并假设一个白矮星的初始与最终质量关系,就可以获得小质量比的情况下质量比 q ($q = M_s/M_p$, 其中, M_s 和 M_p 分别代表主星和伴星的质量)的分布 $f_{\text{obs}}(q)$,从而研究小质量比情况下且伴星是 M 矮星的主序星的成双性。

2005 年, Farihi 等人^[116]发现白矮星存在伴星的比例是 22%,且大部分白矮星的伴星都是小质量 M 矮星。另外, 2009 年, Holberg 研究了距太阳 20 pc 范围内的白矮星样本,发现白矮星位于双星系统中的可能性只有约 32%。然而,众所周知的是,这些观测到的白矮星的前身主序星(质量为 $1.2 \sim 8 M_{\odot}$)的成双比例至少为 55% (F 型恒星)到 60% (晚 B 型)。2012 年, Ferrario 等人^[47]结合已有的 SDSS WDMS 双星样本进行分析研究,预测存在很大比例(约 30%)的隐藏在双星中的白矮星,要么是在双白矮星中,要么是在类天狼星系统(Sirius-like system)中。

5 总结和展望

随着 SDSS 大型巡天的开展, WDMS 双星的数目从前 SDSS 时代的几十个增加到现在的 2000 多个。一系列的后续观测更是从中识别出了 200 多颗 PCEBs。WDMS 双星作为研究共包层演化、磁制动理论及双星两成分的物理属性等的有力工具,以及 Ia 型超新星的前身星之一,越来越受到天文学家们的关注。本文主要介绍了 WDMS 双星的特征及搜寻,并总结了基于大样本 WDMS 双星所取得的研究成果。虽然目前已获得了很大样本的 WDMS 双星,但是由于选择效应,目前已有的 SDSS WDMS 双星样本包含的冷白矮和或/早型 M 矮星/晚型 K 矮星的比例还很少;因此,还需要搜寻更多的 WDMS 双星以减弱或克服这种选择效应。我国正在开展的 LAMOST 大型巡天项目已于 2012 年 9 月开始了正式巡天, LAMOST 将观测大量的银河系天体,其极高的光谱获取率将为我们系统搜寻 WDMS 双星提供很大的便利。随着 LAMOST 正式巡天及 SDSS 后续巡天的不断开展,我们有望找出更多的 WDMS 双星以扩充已有的 WDMS 双星样本。此外,结合 SDSS 和 LAMOST 巡天中重复观测(即有多次

视向速度值) 的 WDMS 双星, 也将更有利于 WDMS PCEBs 的搜寻。

虽然基于已有的大样本 WDMS PCEBs 已经提供了公共包层演化的一些观测限制, 但是已有的 WDMS 双星主要包含的是小质量伴星, 即白矮星 +M 型矮星。然而, 目前尚不清楚公共包层演化的输出是否依赖于伴星质量。因此, 还需要进一步搜寻包含较大质量伴星的 WDMS 双星, 即白矮星 +F/G/K 型矮星。大型巡天项目如 LAMOST 和 SDSS 观测了大量的 F/G/K 恒星, 在系统搜寻 WD+FGK 双星方面有着很大的优势。由于 F/G/K 型矮星比较亮, 在光学波段很难识别出白矮星成分, 因此需要借助紫外巡天数据。SDSS DR10 光谱数据中包含了大约 50 万的 F/G/K 型恒星光谱, 其中 1/3 被 GALEX 观测过。此外, 我国的 LAMOST 巡天项目也观测了大量的 GALEX 源, 且光谱中 F/G/K 型恒星的比例很大。LAMOST DR1 中 F/G/K 型恒星的光谱数达到约 170 万, 其中将近一半有 GALEX 紫外观测数据。这种大型巡天 (SDSS 和 LAMOST) 中海量的、有紫外测光数据的 F/G/K 恒星光谱数据, 非常有利于 WD+F/G/K 双星的搜寻。另外, 还可以结合 SDSS 和 LAMOST 光谱巡天数据, 找出其中重复观测的 WD+F/G/K 光谱 (SDSS/LAMOST 各自重复观测了的、SDSS 和 LAMOST 都观测了的), 通过检测是否有大的视向速度 (可以拟合 Ca II 三重线给出视向速度) 变化来从中搜寻短周期的 WD+F/G/K PCEBs。这种 WD+F/G/K PCEBs 不仅会对公共包层演化提供重要的观测限制, 还将对 Ia 型超新星的单简并渠道提供关键性的验证。

致谢

感谢北京大学科维理天文与天体物理研究所 Alberto Rebassa-Mansergas 博士的帮助和有益讨论, 感谢审稿专家提出的宝贵意见。

参考文献:

- [1] Iben I J. *ApJS*, 1991, 76: 55
- [2] Warner B. *Cataclysmic Variable Stars*. Cambridge: Cambridge Univ. Press, 1995: 572
- [3] Langer N, Deutschmann A, Wellstein S, et al. *A&A*, 2000, 362: 1046
- [4] Han Z W, Podsiadlowski Ph. *MNRAS*, 2004, 350: 1301
- [5] Wang B, Li X D, Han Z W. *MNRAS*, 2010, 401: 2729
- [6] Wang B, Han Z W. *New Astronomy Reviews*, 2012, 56: 122
- [7] de Kool M. *A&A*, 1992, 261: 188
- [8] Paczyński P, *IAU Symposium*, 1976, 73: 75
- [9] Livio M, Soker N. *ApJ*, 1988, 329: 764
- [10] Iben I J, Livio M. *PASP*, 1993, 105: 1373
- [11] Ivanova N, Justham S, Chen X, et al. *Astron Astrophys Rev*, 2013, 21: 59
- [12] Davis P J, Kolb U, Willems B. *MNRAS*, 2010, 403: 179
- [13] Zorotovic M, Schreiber M R, Gänsicke B T, et al. *A&A*, 2010, 520: A86
- [14] Ricker P M, Taam R E. *ApJ*, 2012, 746: 74
- [15] Passy J C, De Marco O, Fryer C L, et al. *ApJ*, 2012, 744: 52
- [16] Rebassa-Mansergas A, Zorotovic M, Schreiber M R, et al. *MNRAS*, 2012, 423: 320
- [17] Rebassa-Mansergas A, Gänsicke B T, Rodríguez-Gil P, et al. *MNRAS*, 2007, 382: 1377
- [18] Schreiber M R, Gänsicke B T, Southworth J, et al. *A&A*, 2008, 484: 441

- [19] Schreiber M R, Gänsicke B T, Rebassa-Mansergas A, et al. *A&A*, 2010, 513: L7
- [20] Hillwig T C, Honeycutt R K, Robertson J W. *AJ*, 2000, 120: 1113
- [21] Silvestri N M, Oswalt T D, Hawley S L. *AJ*, 2002, 124: 1118
- [22] York D G, et al. *AJ*, 2000, 120: 1579
- [23] Raymond S N, Szkody P, Hawley S L, et al. *AJ*, 2003, 125: 2621
- [24] Silvestri N M, Hawley S L, West A A, et al. *AJ*, 2006, 131: 1674
- [25] Silvestri N M, Lemagie M P, Hawley S L, et al. *AJ*, 2007, 134: 741
- [26] Heller R, Homeier D, Dreizler S, et al. *A&A*, 2009, 496: 191
- [27] Rebassa-Mansergas A, Gänsicke B T, Schreiber M R, et al. *MNRAS*, 2010, 402: 620
- [28] Liu C, Li L F, Zhang F H, et al. *MNRAS*, 2012, 424: 1841
- [29] Rebassa-Mansergas A, Nebot Gómez-Morán A, Schreiber M R, et al. *MNRAS*, 2012, 419: 806
- [30] Wei P, Luo A L, Li Y B, et al. *MNRAS*, 2013, 431: 1800
- [31] Rebassa-Mansergas A, Agurto-Gangas C, Schreiber M R, et al. *MNRAS*, 2013, 433: 3398
- [32] Cui X Q, Zhao Y H, Chu Y Q, et al. *Research in Astronomy and Astrophysics*, 2012, 12: 1197
- [33] Zhao G, Zhao Y H, Chu Y Q, et al. *Research in Astronomy and Astrophysics*, 2012, 12: 723
- [34] Liu X W, Yuan H B, Huo Z Y, et al. *IAU Symposium*. 2014, 298: 310
- [35] Deng L C, Newberg H J, Liu C, et al. *Research in Astronomy and Astrophysics*, 2012, 12: 735
- [36] Chen L, Hou J L, Yu J C, et al. *Research in Astronomy and Astrophysics*, 2012, 12: 805
- [37] Carlin J L, Lépine S, Newberg H J, et al. *Research in Astronomy and Astrophysics*, 2012, 12: 755
- [38] Ren J J, Luo A L, Li Y B, et al. *AJ*, 2013, 146: 82
- [39] Ren J J, Rebassa-Mansergas A, Luo A L, et al. *A&A*, 2014, 570: 107
- [40] Rebassa-Mansergas A, Nebot Gómez-Morán A, Schreiber M R, et al. *MNRAS*, 2011, 413: 1121
- [41] Nebot Gómez-Morán A, Schwobe A D, Schreiber M R, et al. *A&A*, 2009, 495: 561
- [42] Pyrzas S, Gänsicke B T, Marsh T R, et al. *MNRAS*, 2009, 394: 978
- [43] Pyrzas S, Gänsicke B T, Brady S, et al. *MNRAS*, 2012, 419: 817
- [44] Parsons S G, Marsh T R, Copperwheat C M, et al. *MNRAS*, 2010, 402: 2591
- [45] Parsons S G, Marsh T R, Gänsicke B T, et al. *MNRAS*, 2012, 420: 3281
- [46] Parsons S G, Gänsicke B T, Marsh T R, et al. *MNRAS*, 2012, 426: 1950
- [47] Ferrario L. *MNRAS*, 2012, 426: 2500
- [48] Willems B, Kolb U. *A&A*, 2004, 419: 1057
- [49] de Kool M, Ritter H. *A&A*, 1993, 267: 397
- [50] Verbunt F, Zwaan C. *A&A*, 1981, 100: L7
- [51] Mestel L, Spruit H C. *MNRAS*, 1987, 226: 57
- [52] Schreiber M R, Gänsicke B T. *A&A*, 2003, 406, 305
- [53] de Kool M. *ApJ*, 1990, 358: 189
- [54] Augusteijn T, Greimel R, van den Besselaar E J M, et al. *A&A*, 2008, 486: 843
- [55] Yanny B, Rockosi C, Newberg H J, et al. *AJ*, 2009, 137: 4377
- [56] Smolčić V, Ivezić Ž, Knapp G R, et al. *ApJ*, 2004, 615: 141
- [57] Koester D, Schulz H, Weidemann V. *A&A*, 1979, 76: 262
- [58] Bergeron P, Saumon D, Wesemael F. *ApJ*, 1995, 443: 764
- [59] Finley D S, Koester D, Basri G. *ApJ*, 1997, 488: 375
- [60] Liebert J, Bergeron P, Holberg J B. *ApJS*, 2005, 156: 47
- [61] Sion E M, Greenstein J L, Landstreet J D, et al. *ApJ*, 1983, 269: 253
- [62] Koester D, Wilken D. *A&A*, 2006, 453: 1051
- [63] Wolff B, Koester D, Montgomery M H, et al. *A&A*, 2002, 388: 320
- [64] Chabrier G, Baraffe I. *Annual Reviews*, 2000, 38: 337
- [65] Chabrier G. *PASP*, 2003, 115: 763
- [66] Kirkpatrick J D, Henry T J, McCarthy D W J. *ApJS*, 1991, 77: 417
- [67] Cushing M C, Rayner J T, Vacca W D. *ApJ*, 2005, 623: 1115

- [68] Bessell M S. *AJ*, 1991, 101: 662
- [69] Martín E L, Delfosse X, Basri G, et al. *AJ*, 1999, 118: 2466
- [70] Cruz K L, Reid I N. *AJ*, 2002, 123: 2828
- [71] Skrutskie M F, Cutri R M, Stiening R. *AJ*, 2006, 131: 1163
- [72] Morrissey P, Conrow T, Barlow T A. *ApJS*, 2007, 173: 682
- [73] Bochanski J J, West A A, Hawley S L, et al. *AJ*, 2007, 133: 531
- [74] Adelman-McCarthy J K, Agüeros M A, Allam S S, et al. *ApJS*, 2008, 175: 297
- [75] Abazajian K N, Adelman-McCarthy J K, Agüeros M A, et al. *ApJS*, 2009, 182: 543
- [76] Morgan D P, West A A, Garcés A, et al. *AJ*, 2012, 144: 93
- [77] Martin D C, Fanson J, Schiminovich D, et al. *ApJ*, 2005, 619: 1
- [78] Morrissey P, Schiminovich D, Barlow T A, et al. *ApJ*, 2005, 619: 1
- [79] Dye S, Warren S J, Hambly N C, et al. *MNRAS*, 2006, 372: 1227
- [80] Hewett P C, Warren S J, Leggett S K, et al. *MNRAS*, 2006, 367: 454
- [81] Lawrence A, Warren S J, Almaini O, et al. *MNRAS*, 2007, 379: 1599
- [82] Warren S J, Hambly N C, Dye S, et al. *MNRAS*, 2007, 375: 213
- [83] Wright E L, Eisenhardt P R M, Mainzer A K, et al. *AJ*, 2010, 140: 1868
- [84] Girven J, Gänsicke B T, Steeghs D, et al. *MNRAS*, 2011, 417: 1210
- [85] Kleinman S J, Kepler S O, Koester D, et al. *ApJS*, 2013, 204: 4
- [86] Schneider D P, Richards G T, Hall P B, et al. *VizieR Online Data Catalog*, 2010: 7260
- [87] Nebot Gómez-Morán A, Gänsicke B T, Schreiber M R, et al. *A&A*, 2011, 536: A43
- [88] Marsh M C, Barstow M A, Buckley D A, et al. *MNRAS*, 1997, 287: 705
- [89] Kepler S O, Kleinman S J, Nitta A, et al. *MNRAS*, 2007, 375: 1315
- [90] Holberg J B, Sion E M, Oswalt T, et al. *AJ*, 2008, 135: 1225
- [91] Bergeron P, Saffer R A, Liebert J. *ApJ*, 1992, 394: 228
- [92] Bragaglia A, Renzini A, Bergeron P. *ApJ*, 1995, 443: 735
- [93] Marsh T R, Dhillon V S, Duck S R. *MNRAS*, 1995, 275: 828
- [94] Sigurdsson S, Richer H B, Hansen B M, et al. *Sci.*, 2003, 301: 193
- [95] Maxted P F L, Marsh T R, Heber U, et al. *MNRAS*, 2002, 333: 231
- [96] Maxted P F L, Marsh T R, Moran C K J. *MNRAS*, 2000, 319: 305
- [97] Justham S, Wolf C, Podsiadlowski P, et al. *A&A*, 2009, 493: 1081
- [98] Prada Moroni P G, Straniero O. *A&A*, 2009, 507: 1575
- [99] Nelemans G, Tauris T M. *A&A*, 1998, 335: L85
- [100] Han Z W, Podsiadlowski P, Maxted P F L, et al. *MNRAS*, 2002, 336: 449
- [101] Belczynski K, Perna R, Bulik T, et al. *ApJ*, 2006, 648: 1110
- [102] Landsman W, Simon T, Bergeron P. *PASP*, 1993, 105: 841
- [103] Vennes S, Christian D J, Thorstensen J R. *ApJ*, 1998, 502: 763
- [104] Webbink R F. *Nature*, 1976, 262: 271
- [105] Livio M, Truran J W, Webbink R F. *ApJ*, 1986, 308: 736
- [106] Soker N, Harpaz A. *MNRAS*, 2003, 343: 456
- [107] Rappaport S, Joss P C, Verbunt F. *ApJ*, 1983, 275: 713
- [108] Politano M, Weiler K P. *ApJ*, 2006, 641: L137
- [109] Andronov N, Pinsonneault M, Sills A. *ApJ*, 2003, 582: 358
- [110] Nelson B, Young A. *PASP*, 1970, 82: 699
- [111] Renzini A, Bragaglia A, Ferraro F R. *ApJ*, 1996, 465: L23
- [112] Wood M A. *ApJ*, 1992, 386: 539
- [113] Schmidt H. *A&A*, 1996, 311: 852
- [114] López-Morales M. *ApJ*, 2007, 660: 732
- [115] Parsons S G, Gänsicke B T, Marsh T R, et al. *MNRAS*, 2013, 429: 256
- [116] Farihi J, Becklin E E, Zuckerman B. *ApJS*, 2005, 161: 394

Research Progress on Searching for White Dwarf–Main Sequence Binaries

REN Juan-juan^{1,2}, LUO A-li¹, ZHAO Yong-heng¹

(1. Key Laboratory of Optical Astronomy, National Astronomical Observatories, Chinese Academy of Sciences, Beijing 100012, China; 2. University of Chinese Academy of Sciences, Beijing 100049, China)

Abstract: White dwarf-main sequence binaries (WDMS) are the most common compact binary objects in the Galaxy, each of which consists of a white dwarf and a main sequence star and is evolved from main sequence binary. About 25 percent of the WDMS binaries are close WDMS binaries that evolved through a common envelope phase, and are commonly referred to as post-common-envelope binaries (PCEBs). The remaining 75 percent are wide WDMS binaries that did not evolve through a common envelope phase, with the orbital separation roughly the same as the orbital separation of the initial main sequence binary. Generally, the two components can be seen clearly from the WDMS binary spectra optically.

Thanks to the large spectroscopic survey like SDSS and LAMOST, the number of WDMS binaries has been increased dramatically recently. A large number of wide WDMS binaries and PCEBs have been identified by the follow-up observations of these WDMS binaries. Currently, more than 2000 WDMS binaries have been discovered spectroscopically and about 200 PCEBs have been confirmed. Upon the large sample of SDSS WDMS binaries and PCEBs identified, many important researches have been carried on, such as the common envelope theory, the origin of low mass white dwarf, mass-radius relations of both white dwarfs and low mass main sequence stars, and the pairing properties of main sequence stars. However, as the SDSS WDMS binaries sample has serious selection effects, which is strongly biased against binary systems containing cool white dwarf and/or early type companions, we still need to search more WDMS binaries to enlarge the sample. The LAMOST sky survey began its five years regular survey from September 2012, which will observe a large number of targets in the Milky Way. From the recent data release (DR1) of LAMOST, more than 100 WDMS binaries have been found. With the ongoing SDSS and LAMOST survey, more WDMS binaries are hoped to be identified and extend the existing WDMS binary sample.

In this paper, we give a detailed review on WDMS binaries including the formation and evolution of WDMS PCEBs, the identification of WDMS binaries, and the recent research progresses and future prospects.

Key words: white dwarf-main sequence binary; binary evolution; post-common-envelope binaries