

doi: 10.3969/j.issn.1000-8349.2020.01.02

红亚矮星研究进展

张 硕^{1,2}, 罗阿理^{1,2}

(1. 中国科学院 光学天文重点实验室, 北京 100101; 2. 中国科学院大学, 北京 100049)

摘要: 红亚矮星是甚小质量恒星中的贫金属成员, 质量从约 $0.5M_{\odot}$ (M_{\odot} 为太阳质量) 到 H 燃烧的最小质量 ($0.075M_{\odot} \sim 0.085M_{\odot}$, 取决于金属丰度), 其寿命长于哈勃年龄, 是银河系结构和化学增丰史的重要示踪体。与银盘上数量最多的恒星成员红矮星不同, 红亚矮星在太阳附近非常稀少, 并且其运动学特征与盘矮星有较大差异, 属于年老银河系星族, 即为年老盘星族、厚盘星族或晕星族。观测上, 红亚矮星可以根据其不同于红矮星的自行、测光和光谱特征被识别和证认。由于其恒星表面大气温度很低, 并且颜色比同质量的矮星更蓝, 因此红亚矮星在赫罗图上位于主序带末端的下方, 介于矮星与白矮星之间。红亚矮星的光学波段光谱由金属氧化物 (如 TiO 和 VO) 和氢化物 (如 CaH 和 H₂O) 的分子吸收带占主导。红亚矮星可按其光谱形态和分子带特征分成不同的光谱型和金属丰度等级, 其中晚 M 型到早 L 型的亚矮星既可能是小质量的恒星, 也可能是较大质量的年轻褐矮星。介绍了对红亚矮星研究的历史背景和前沿动态, 详细阐述了光谱分析方法在研究亚矮星中的重要性, 以及根据光谱特征对亚矮星进行分类的方法。最后, 总结了甚小质量恒星大气模型的发展过程, 并探讨了如何利用模型对亚矮星的大气参数进行估算等热点问题。

关键词: 甚小质量恒星; 红亚矮星; 光谱分类; 恒星大气模型

中图分类号: P145 **文献标识码:** A

1 引 言

被称为甚小质量恒星 (very low mass star, VLMS) 的红色天体是银河系中数量最多的恒星, 质量为 $0.08M_{\odot} \sim 0.5M_{\odot}$ (M_{\odot} 为太阳质量)。它们的光度很低, 仅为太阳光度的 $10^{-2} \sim 10^{-5}$ 。在甚小质量恒星中, 存在一族比赫罗图上主序带的红矮星光度低的天体, 人们将其命名为红亚矮星^[1]。虽然亚矮星与小质量的矮星一样, 都具有温度低和寿命长的特点, 但它们在银河系中的数量远远小于矮星, 并且在金属丰度、半径、运动学、空间分布乃至起源等各个方面都与矮星不同, 被认为是古老且稀有的星族 II 恒星。研究这些稀有的天体

收稿日期: 2019-04-19; 修回日期: 2019-07-08

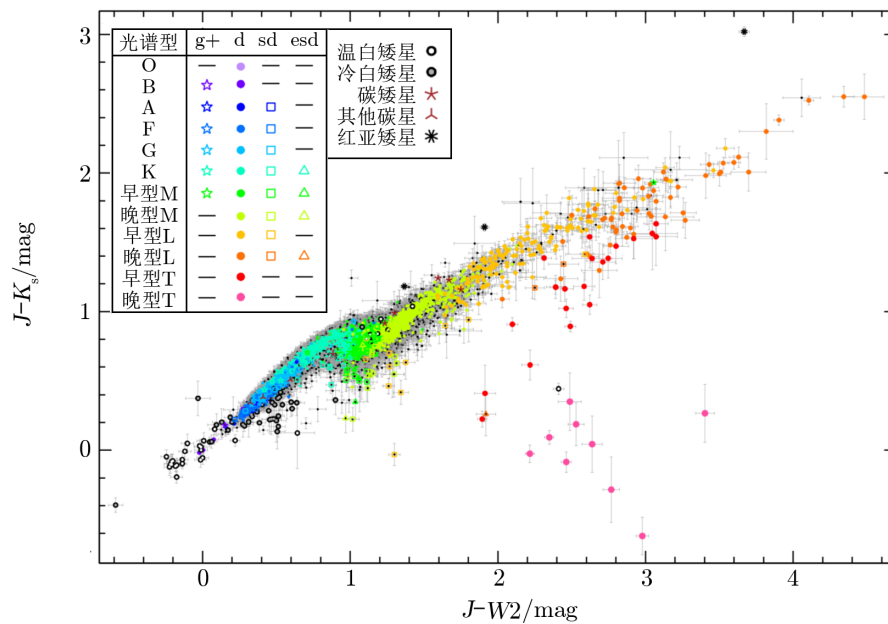
资助项目: 国家重点研发计划 (2019YFA0405502); 国家自然科学基金 (11390371, U1931029)

通讯作者: 罗阿理, lal@nao.cas.cn

能够帮助人们了解银河系中不同成分的组成、演化及并合的历史。此外，研究亚矮星的低温贫金属大气有助于人们探索金属丰度较低的低温大气中的辐射转移机制，以及分子和尘埃的形成条件等问题。

在这些低温的恒星表面大气中，分子占据着主导地位，因此，恒星的光学光谱被分子线森林所覆盖。由于常规的光谱分析中所使用的大部分原子线都被隐藏或混合在分子线中，因此，这些低温恒星的内部结构和表面大气特征难以被准确和充分认识。直至 21 世纪，随着望远镜探测能力的显著提高，人们获得了海量的测光和光谱巡天数据。同时，低温大气模型的理论研究也获得了巨大的进展。通过将观测与理论模型相结合，人们对红亚矮星的研究有了实质性的突破。

为了获取这些低光度稀有天体的数据，并研究其独特的物理机制，天文学家开展了许多搜寻和认证工作，以便将它们从众多的矮星中区分出来，得到为数不多的珍贵样本。从中 K 型开始，人们对亚矮星和矮星在宽带颜色图以及光谱上逐渐进行了区分，把它们识别并分离出来，例如，Sandage 和 Eggen^[2] 根据其在颜色-星等图上主序星的左边这一特征来认证亚矮星；Jao 等人^[3] 对早 K 型至晚 M 型的矮星与亚矮星光谱做了细致的分析和分类。在最近的一些工作中，亚矮星的光谱序列已经被扩展到了 L 型，例如，Kirkpatrick 等人^[4] 研究了双色图中直到 L 型的亚矮星与主序带的分布，结果如图 1 所示，其中，早 L 型亚矮星可能是最小质量的贫金属恒星，也可能是大质量的年轻贫金属褐矮星^[5, 6]。



注：J 和 K_s 为 2Mass 巡天在 J 波段和 K_s 波段的测光星等，W2 为 AllWISE 巡天的测光星等。图中样本来自 AllWISE1 和 AllWISE2 巡天中所有星等大于 8.1 mag 的大自行天体，彩色的点代表有光谱分类信息，不同的颜色与形状的含义如图标所示，g+ 表示巨星或超巨星，d 表示矮星，sd 和 esd 表示不同金属丰度级别的亚矮星。

图 1 红亚矮星在双色图上的分布^[4]

本文着重讨论贫金属甚小质量恒星——红亚矮星在实际观测和理论模型方面的研究进展。第 2 章对红亚矮星的历史背景和前沿动态进行总体概述; 第 3 章重点介绍关于红亚矮星的光谱研究和理论大气模型; 第 4 章简单地总结整体内容, 并对未来的研究进行展望。

2 历史背景和前沿动态

红亚矮星也被称为贫金属甚小质量恒星 (metal-poor very low mass star), 是一类小质量、低光度、贫金属的恒星。它在赫罗图上介于矮星与白矮星之间^[3], 位于主序带下方数个星等的位置^[1], 其光谱型覆盖中 K 型至早 L 型^[5-7]。由于小质量恒星中核聚变反应的 H 燃烧效率较低, 演化缓慢, 因此, 贫金属小质量恒星的大气成分中仍有它们的初始化学成分。此外, 它们寿命极长, 很可能形成于宇宙早期, 是银河系结构和化学增丰史的重要示踪体^[8], 因此, 对它们的研究可以为当时的恒星形成历史和化学元素的合成提供重要线索^[5]。

红亚矮星在银盘上的数量非常少 (例如, 在太阳附近的 10 pc 之内, 有 243 个已知的恒星系统, 其中只有 3 个被证认为亚矮星系统), 与它们的近亲——数量在银盘上占 70% 以上的矮星^[9]不同, 红亚矮星的数量仅占有所有恒星数量的 0.025%。但是, 它们是晕中数量最多的恒星成员^[10], 并在运动学上表现出晕族和厚盘星族成员的特征: 相对于太阳有较大的空间速度, 相对于银心有较小的切向速度。准确地了解红亚矮星的构成及其在赫罗图中的位置, 不仅对于充分理解银河系的化学历史至关重要, 也有助于重建年老银盘、晕和球状星团的初始质量函数^[11, 12]。

直到 20 世纪末, 满足以下 4 个条件中任意一个或多个的小质量恒星, 都可能被认为是亚矮星: (1) 位于主序带下方或者颜色偏蓝; (2) 低金属丰度; (3) 高自行; (4) 比矮星拥有更强的金属氢化物分子带^[13]。在同样的颜色 (温度) 下, 亚矮星位于主序带的下方, 这是因为相比于同样质量的矮星, 亚矮星颜色偏蓝, 温度较高, 因此其光度事实上也较高; 而当温度或颜色相同时, 由于亚矮星的质量较小, 因此其光度比矮星稍低。亚矮星具有高自行, 说明其很有可能并非盘星, 而是恰好从晕中运动到太阳附近的恒星。亚矮星具有贫金属特征, 是因为其形成时间较早, 形成它们的气体较纯净, 且核反应的速率较低。在光谱上, 亚矮星的贫金属特性体现为可见光的红端有些分子 (如金属氢化物) 的吸收带明显不同于矮星。但是, 由于这类天体的内秉光度很低, 并且在太阳近邻的数量稀少, 只有很少的样本可供研究, 因此, 人们对它们的研究进展缓慢。从 20 世纪中期红亚矮星被首次发现以来, 很长时间内人们都认为这只是有一些特殊性质的矮星, 并没有清楚地认识到它们与矮星之间的本质区别。早期不同的团队用有限数据量的小样本研究亚矮星各种特性之间的相关性。近期更多的团队使用来自各个巡天的大样本数据开展了统计分析的工作。在这个过程中, 人们对这些红亚矮星逐渐有了更加清晰和完整的认知。

本章分别介绍关于红亚矮星的物理性质 (如光度、运动学特性、质量、半径和多体比例等) 和化学性质 (如金属丰度和活动性) 的研究方法、研究过程和最新结果, 以构建一个对红亚矮星基本性质较为全面的认知框架。

2.1 赫罗图

1922年, Adams和Joy^[14]在测定A型星的光度时,发现存在比主序星更暗的低光度星。Adams等人^[15]首次发现了6颗这样的A/F型恒星,并称其为中间型白矮星,以便与普通白矮星进行区分。Kuiper^[1]在1939年为避免将这一类恒星与白矮星混淆,曾参考亚巨星的命名规则,提出了亚矮星这个词条。而直到1940年Kuiper^[16]才首次真正发现了3颗M型亚矮星。

虽然在赫罗图上,主序带的红和蓝(即冷和热)两端都存在低光度亚矮星,但蓝端的OB型热亚矮星与红端的冷亚矮星的恒星形成物理机制并不相同,因此,它们是两类完全不同的天体。1940—1970年间有许多关于低光度蓝星的发现和研究^[17-20]。人们发现,虽然这些蓝星的温度与OB型主序星接近,但它们的光谱特征却非常不同:通常来说,O型和B型亚矮星都有很宽的巴尔末吸收特征;B型亚矮星的He线很弱,甚至不可见,而O型亚矮星有很强的He II线。从1958年起,这些亚矮星分别被称为sdO型、sdB型或sdOB型恒星^[18]。热亚矮星是白矮星的前身星,代表了恒星演化周期的一个阶段,它在被观测到的时候恰好穿过主序带,其低光度的特性与金属丰度无关。

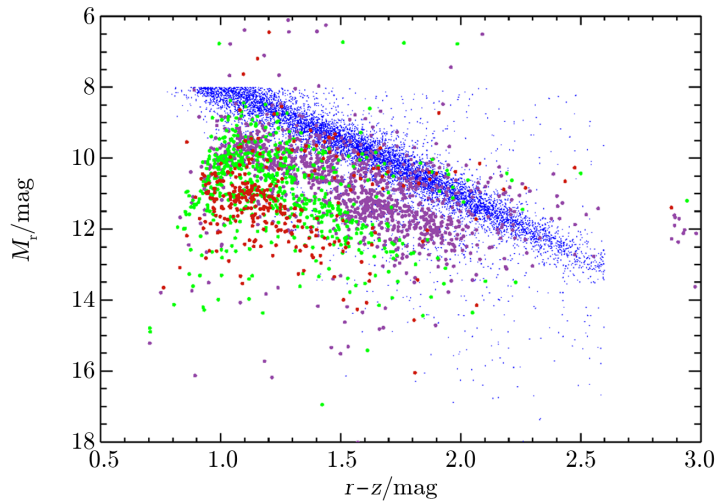
与之相比,红亚矮星的低光度特性则是因为其金属丰度比主序星低造成的。人们经过近几十年的大气模型研究发现,红亚矮星的大气中金属元素的含量比矮星中的更低,并且在较大的重力加速度下,O更容易与H结合,形成H₂O,只有少量的O与Ti或V等结合,形成TiO或VO等氧化物,而这些氧化物是引起其大气不透明的主要原因。因此,亚矮星的大气更加透明,更多的能量能够从大气更深、更热处辐射出来,使得其光谱总体上与黑体谱更接近。相同质量下,亚矮星的颜色比矮星的更蓝^[3]。

最早被发现的是亚矮星的低光度和高速的特性。1940年,Kuiper^[16]发现了3颗自行大于0.3(")·a⁻¹的M型恒星。这3颗恒星的光度均比主序带的低了2~3 mag。Kuiper将其命名为亚矮星,即比矮星更暗的恒星,从此这类暗星开始进入人们的视线。1947年,Joy^[21]对比了A—M型的160颗高自行主序星和21颗高自行亚矮星,发现亚矮星的视向速度普遍大于主序星,其平均值为121 km·s⁻¹。对比结果表明,拥有较大空间速度的亚矮星并不是个例。1959年,Sandage和Eggen^[2]在一个有绝对光度的样本中发现,有3颗亚矮星的光度在颜色-星等图上比主序星平均低了0.25 mag,因此他们提出,亚矮星在赫罗图上应该作为一个新的分类。但这个结论当时并没有被广泛接受,其原因可能是当时的样本数量太小,不具备统计学意义。

随着观测技术的发展,亚矮星样本数量迅速增加。Jao等人^[3]在2008年细致地分析了88个中K型至晚M型的亚矮星光谱,并再次提出应将光度型分类VI用于红亚矮星,其理由如下:(1)K型和M型亚矮星很明显在赫罗图主序带下方,构成了一个额外的分类区域。将它们分类为VI能够使它们与其他类型区分开来,例如,巨星家族包括超巨星(I)、亮巨星(II)、巨星(III)和亚巨星(IV),而矮星的家族则包括主序矮星(V)和它们的同伴亚矮星(VI)。(2)许多有视差数据的红亚矮星在赫罗图主序带下方形成了一个连续变化的族群,因此用罗马数字对其进行命名是合理的。(3)从历史上来说,用于光度分类的罗马数字标志着每一类恒星表面重力的大小,表面重力较大的恒星所分配到的罗马数字也较大,因此,将

VI 分配给亚矮星是符合这个规则的。在 Jao 等人给出的质量-表面重力关系图的最具有代表性的质量区域 ($0.35M_{\odot} \sim 0.7M_{\odot}$) 中, 一个很粗糙的趋势显示出贫金属星确实有较大的表面重力。因此, 为了能够将 OB 型亚矮星与红亚矮星区分开来, Jao 等人建议将光度型分类 VI 用于红亚矮星, 而将常用来表示亚矮星的前缀 sd 用于表示 OB 型热亚矮星。

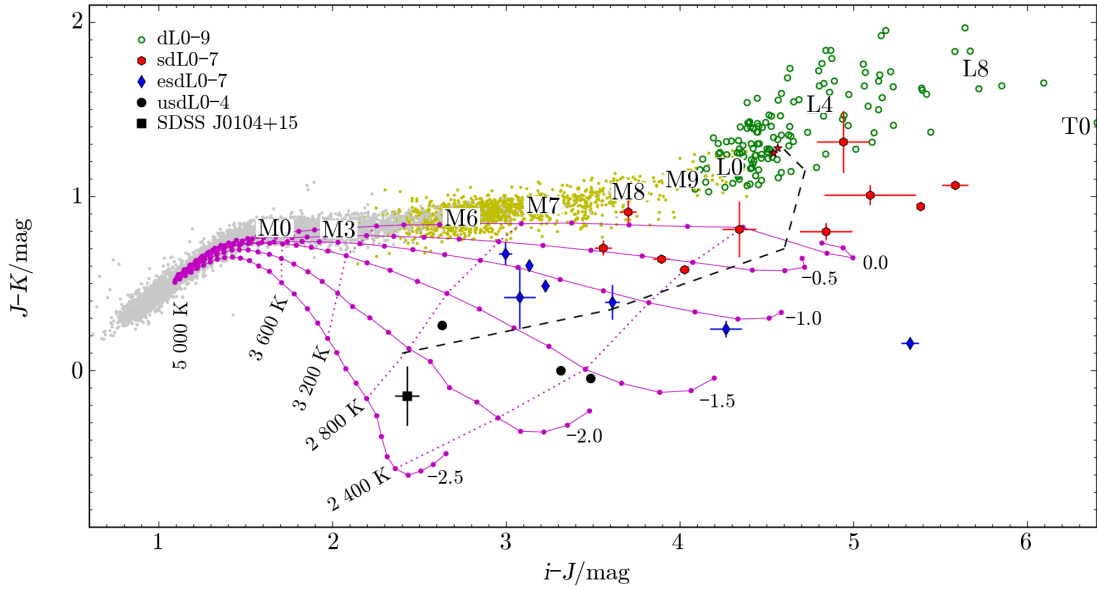
尽管如此, 由于受到亚矮星不同的金属丰度和年龄等因素的影响, 亚矮星在典型的赫罗图上并没有形成与矮星泾渭分明、界限清楚的区域, 而是形成了一片连续过渡的范围, 与矮星构成的主序带存在重叠部分, 如图 2 所示。因此, 历史上大多数研究者仍然采用了 d/sd/esd/usd 分类系统 (详见第 3.2 节) 来作为区分矮星和不同金属丰度等级的亚矮星的标准, 并用这些前缀作为红亚矮星的标识。而对于识别和证认极其稀有的晚 M 型至 L 型亚矮星 (其中常混合着一些质量小于 H 燃烧极限的褐矮星), 更常用的判据是它们在近红外和红外波段的颜色及其光谱特征^[5, 6, 23-33]。图 3 展示了 M6-L7 型亚矮星在双色图上的分布。



注: r 和 z 是 SDSS 巡天的窄带测光星等, M_r 是 r 波段绝对星等。图中蓝色的点代表矮星, 紫色、绿色和红色的点代表金属丰度逐渐降低的亚矮星。

图 2 不同的亚矮星在绝对星等-颜色图上的分布^[22]

另外, 对用光谱证认的更大的亚矮星样本的研究结果表明, 当样本的数量更大, 金属丰度范围更广时, 虽然在一些双色图上能够看到不同金属丰度的亚矮星有较好的区分度, 例如 Savcheva 等人^[22]在双色图上对比了来自斯隆数字巡天 (Sloan Digital Sky Survey, SDSS) 第七次发布数据 (data release 7, DR7) 中的 M 型矮星和 3517 颗不同金属丰度的 M 型亚矮星的分布情况, 结果显示, 矮星与亚矮星样本所在区域之间的界限并不分明, 并且亚矮星样本中各个金属丰度子类之间也有很大的重叠部分。因此, 要想对亚矮星进行更加可靠的分类和深入系统的研究, 获取光谱数据和运动学特征等更多的信息是非常必要的。



注：灰色的点代表来自 UKIDSS 巡天的 5000 个矮星样本，黄色的点代表来自 West 等人^[34]的 1820 个光谱证认的晚 M 型矮星。L 型恒星样本的分类由 Zhang 等人^[5]给出。dL 为 L 型矮星，sdL, esdL 和 usdL 是金属丰度逐渐降低的 L 型亚矮星。紫色的线是用于对比的 BT-Settl 模型网格^[35]，所对应的数字为金属丰度 [Fe/H] 的值。lg $g = 5.5$ ，其中 g 为恒星的表面重力。黑色的虚线代表由最小质量恒星和褐矮星的观测颜色估算出的恒星/亚恒星边界。

图 3 M6 型至 L7 型亚矮星在双色图上的分布^[32]

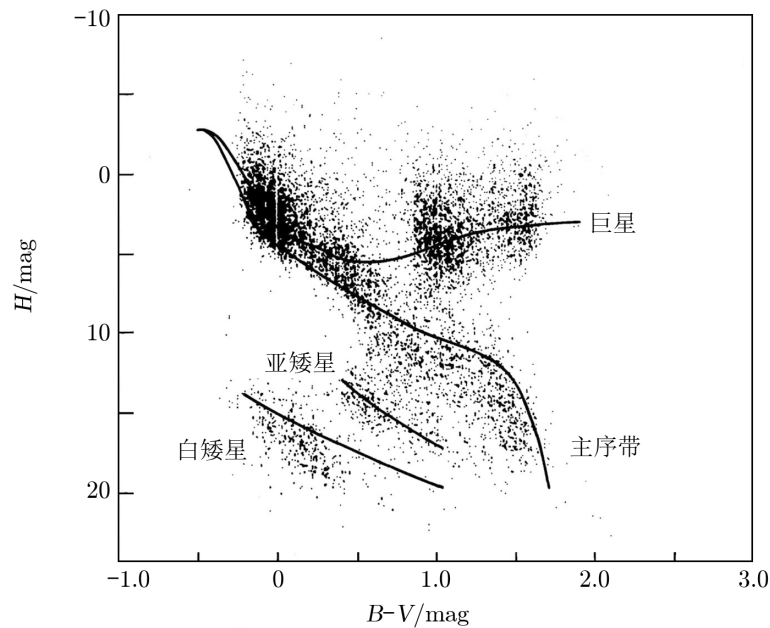
2.2 约减自行图

除了赫罗图之外，传统上用于有效区分不同星族的另一种方法，是根据其光学和近红外颜色绘制约减自行 (reduced proper motion, RPM^[33]) 图^[7, 24, 36, 37]。即使在缺少恒星距离数据的情况下，人们也可以通过约减自行图获取大样本恒星运动学分类的信息，这是因为同一星族所拥有的特征空间速度能够反映在它们的自行和视星等上。因此，20 世纪末 21 世纪初人们开展了许多有关自行的巡天，并对亚矮星进行搜寻。这些自行巡天及其产生的星表包括但不限于 Lowell 自行巡天^[38, 39]、LHS (Luyten Half-Second) 星表^[40, 41]、NLTT 星表^[42]、APM (Automatic Plate Measuring) 自行巡天^[43]、Calán-ESO 自行巡天^[44]、SUPERBLINK 巡天^[45]、LSPM 自行星表^[26]和 SuperCOSMOS^[36, 46]等。

约减自行 H 的定义为：

$$H = m + 5 \lg \mu + 5 = M + 5 \lg T, \quad (1)$$

其中， m 为恒星的视星等， μ 为年度总自行， M 为绝对星等， T 为切向速度。在给定颜色下，太阳邻域中恒星的 H 分布反映了其绝对星等和速度分布，因此，在早期没有精确测量视差的情况下，约减自行图 (约减自行对比颜色) 是为数不多的能从中获得暗星内秉特性的方法之一，如图 4 所示。



注: 亚矮星的切向速度 T 约为 $100 \text{ AU}\cdot\text{a}^{-1}$, 即 $474 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$, 其他星族的为 $6.33 \text{ AU}\cdot\text{a}^{-1}$, 即 $30 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ 。

图 4 不同星族在约减自行-颜色图上的分布^[33]

对许多近邻恒星而言, μ 是一个可以直接观测的变量, 因此, 在使用颜色或光谱型拟合绝对星等时, 约减自行图不会受到累积的额外误差的影响。但需要注意的是, 在约减自行图中, 切向速度使得 H 与 M 之间的直接对应关系变得复杂。相比于来自三角视差的绝对星等-颜色图, 由于一个星群中并非所有的恒星都具有相同的银河系运动, 因此, 约减自行图上的恒星的延展范围更大。

由于矮星来自本地盘星族, 而亚矮星来自晕星族, 因此, 利用光学波段至近红外波段的颜色和自行绘制的约减自行图, 人们可以根据以下两点相对明确地将星族 I 矮星和星族 II 亚矮星区分开来^[24]: (1) 给定绝对星等时, 亚矮星的颜色较蓝; (2) 亚矮星有较高的平均切向速度。约减自行图上, 人们可以结合这两个特征, 使亚矮星和主序星落在两个分开的区域。这个方法在很早之前就被用来将高速的亚矮星从矮星中区分出来^[33, 47, 48]。一些近期的工作中, 约减自行图仍然发挥着重要的作用, 例如, 在选取作为分类系统基准的盘矮星和晕亚矮星时, Lépine 等人^[7]采用了 V 波段的约减自行 H_V 对比颜色 $V - J$ (V 波段星等与 J 波段星等之差), 并在图上用给定的切向速度作为矮星与亚矮星的区分标准。Savcheva 等人^[22]则用 SDSS 窄带测光的约减自行图对光谱证认的亚矮星大样本进行验证, 发现亚矮星样本中金属丰度相对较高的 M 型亚矮星 (M subdwarf, sdM) 与矮星相似, 对应盘星族; 而金属丰度较低的 M 型极贫亚矮星 (M extreme subdwarf, esdM) 与 M 型超贫亚矮星 (M ultra subdwarf, usdM) 相似, 对应晕星族。

如 Lépine 和 Shara^[26]所讨论的那样, 较大的 H 值暗示着其对应晕族的天体。这种差异可以通过银河系的化学演化来解释: 最低金属丰度的恒星属于一个较年老的星族, 这个星族

已经受到较长时间的加热；或者它们是吸积系统的成员，获得了较大的速度和晕族的典型轨道。不过，需要注意的是，用这种方法挑选的亚矮星只限于高自行星，并非所有的亚矮星都表现出很高的自行，具体情况取决于其切线方向上的投影速度和距离的共同作用。另外，盘星对于依赖自行挑选的亚矮星样本也存在严重污染，例如，在 Schmidt^[49] 用自行挑选的 57 颗亚矮星候选体中，实际上只有 19 颗 (占 33%) 是后来被光谱证认的亚矮星。由此可见，更多观测数据 (如精确的视差和光谱观测数据) 对于确认一颗恒星是否是真正的亚矮星起着重要作用^[50]。

2.3 运动学特征

亚矮星的低光度和高自行是其最先被发现的两个特性。在随后的研究中，人们开始分析它们的运动学属性及其与光谱特征之间的联系。传统上亚矮星被认为是晕族的一部分^[7, 51-53]，来自厚盘的则比较罕见^[50]。但是，通过对约减自行图进行细致的分析可知，亚矮星中可能存在不止一个星族，其中金属丰度相对较高的亚矮星受到的动态加热较少，它们可能属于年老的银盘或厚盘。一些早期的天文学家在这方面也进行了一些探索：Eggen^[54] 在 1976 年将低光度恒星分为年轻盘星、年老盘星和晕星；同年 Mould^[55] 发现，M 型的晕星和盘星在颜色相同时，其 TiO 分子带的强度存在 0.15 mag 之差；Mould 还发现，从不受分子带影响的 Ca II 三重线特征可以看出，晕星具有贫金属特征，这意味着亚矮星的运动学特征与分子带 (贫金属) 特征存在相关性。两年后，Mould 和 McElroy^[56] 用 [CaH, TiO] 指数图、双色图、光度-温度图中同时存在的缺口，将亚矮星细分为年老盘星和晕星，这意味着亚矮星的分子带特征、光度特征和运动学特征同时被关联。至此，亚矮星被分为了年轻盘亚矮星、年老盘亚矮星和晕亚矮星。

通过检查亚矮星在银河系中的三维运动结果，我们可以更详细地探讨这一结论。为了得到亚矮星样本的三维运动学数据，首先需要对其距离进行估算。在没有精确的三角视差的情况下，常用的方法是采用估算的测光距离或光谱距离^[57]。此外，Bochanski 等人^[10] 将统计视差分析的最大似然公式应用在近 2000 颗从 SDSS DR7 中搜寻出的亚矮星上，给出了绝对星等-颜色关系，并结合距离模数来估计亚矮星的距离。与三角视差相比，统计视差方法的典型误差值为 0.1 ~ 0.4 mag。在此之前，只有数百颗亚矮星有精确的三角视差数据。后期人们在一些研究工作中扩大了这个样本^[58, 59]，但整体数量仍然非常有限。直到 2018 年 4 月人们从 GAIA DR2^[60] 中获取了超过 10^9 颗低至 21 mag 的恒星的精确三角视差，此情况才有了显著的改善。预期在新数据的基础上，关于亚矮星运动学的统计分析研究将很快取得进展。

通过距离、视向速度、自行和恒星的坐标能够确定亚矮星在经典银河系坐标 (U, V, W) 下的三维空间速度，其中， U 方向指向银心， V 方向为银河系的切线方向， W 方向指向北银极。根据一些银河系星族研究计算出的银河系不同结构成分的平均速度和速度弥散特征^[61, 62] 可知，亚矮星的 U 和 W 速度分量与盘星族的相似，而 V 方向的速度分量则与晕族和厚盘星族的相似，其差别来自于亚矮星轨道的非对称漂移^[10, 22, 51]。Savcheva 等人^[22] 提出，在 sdM/esdM/usdM 分类系统下，金属丰度较低的 esdM 和 usdM 属于晕族，而普通的亚矮星 sdM 属于厚盘或年老薄盘。根据 V 速度分量的分布可知，所有这些亚矮星都经历了由于动态加热带来的强烈不对称漂移，并且它们的轨道呈很强的椭圆形。此外，3 个速度分量的

弥散都大于矮星样本的速度弥散, 特别是 esdM 和 usdM, 这表明它们的轨道并非位于盘上, 而是具备了晕成员的特征。不过, 更细致的分析结果表明, 只有金属丰度最低的那些亚矮星才能归属于晕, 而实际上大多数被证认为亚矮星的天体都可能是属于厚盘或年老恒星盘的成员。

2.4 金属丰度

传统上用高分辨率光谱中的弱原子线来测量金属丰度的方法常用于与太阳类似的 F 型、G 型和 K 型恒星。但由于冷星的光谱被双原子和三原子分子的复杂吸收带覆盖, 以及理论大气模型长期以来面临严重的问题而不够准确 (幸运的是, 最近十年来理论大气模型的研究有了显著的进展), 测定冷星的金属丰度一直都很困难。目前已知最冷的 M 型亚矮星的光学和近红外光谱与它们的太阳丰度的矮星同伴们一样, 都由分子吸收占主导, 包括 CO, TiO, AlH, CaH, CrH, FeH, MgH, H₂O^[55, 63-66]。由碰撞引起的 2 μm 处的 H₂ 吸收也具有强吸收特征^[55, 66]。但是元素丰度的多变性, 即大气中金属含量的不同, 可以通过不同的化学丰度模式在很大程度上改变这些分子特征, 并同时影响其总体分子不透明度 (因此在给定质量下的总光度也会受到影响) 和相对分子带强度。金属丰度对亚矮星光谱的作用可以通过光学波段中金属氧化物和金属氢化物的相对强度简单表示, 即金属丰度越低, 则前者越弱, 而后者越强^[55, 63, 67]。

早期由光谱证认的贫金属亚矮星数量极少。Joy^[21] 在 1947 年发布了少量光谱证认的亚矮星样本; Mould 等人^[55, 56] 认为, 它们是具有晕星族运动学表现的贫金属星; Ake 和 Greenstein^[68] 于 1980 年对高速星进行了光谱巡天观测, 发布了 4 颗极贫 M 型亚矮星的光谱。这样的光谱还出现在一些对高自行暗星的巡天中, 例如, 搜寻白矮星的光谱巡天^[69]、搜寻星族 II 晕星的光谱巡天^[70], 以及搜寻 M 型矮星的光谱巡天^[63]。

由于金属氢化物分子带是亚矮星光谱所具有的显著特征, 因此在早期, MgH, CaH, FeH 都被用于证认亚矮星。但后期被广泛用来证认亚矮星的是 Reid 等人^[71] 在 1995 年定义的光谱指数: 通过将分子吸收带首的流量值与指定的伪连续谱波段的流量值相比, 来判断其是否为亚矮星。不过, 直到 20 世纪末, 人们只是定性地将速度、光度或金属丰度与盘星或主序星有明显区分的恒星定义为亚矮星, 而并没能给出作为证认亚矮星特征的量化标准。Gizis^[52] 首次根据光谱特征对亚矮星进行了分类, 他在 1997 年采用了 6 000 ~ 7 200 Å 波段的低分辨率光谱特征, 将亚矮星分成不同金属丰度的子类。关于这个分类系统的应用和后续的改进将在第 3.2 节中详细介绍。

除了光学波段的特征之外, 近红外波段的低分辨率光谱特征和颜色也常常被作为特征量, 来计算 M 型矮星的金属丰度^[72-74], 并可以达到很高的精度。但这些方法对于金属丰度较低的亚矮星来说精度并不高, 这是因为对于贫金属小质量恒星而言, 用来测量的光谱特征常常同时还受到表面重力和温度的影响, 而想要从表面重力变大或温度降低的效应中解耦降低的金属丰度的效应是一件很难的事, 因为这 3 个参数都以相似的方式影响着光球的压力结构。相比之下, 在高分辨率的亚矮星光谱中则可以根据弱线来确定金属丰度 (独立于其他主要参数, 如表面重力和有效温度)。关于这部分的内容详见第 3.4 节。

另一个常见的用来确定亚矮星金属丰度的方法是双星法：基于多体系统拥有同样的年龄或起源，并且早期的吸积历史没有改变它们的结构这个假设，可以根据主星的金属丰度，推得作为伴星的小质量恒星的金属丰度。因此，在含有一颗 FGK 型恒星和一颗亚矮星的宽分双星或共自行双星系统中，可以根据主星的信息来推断作为伴星的亚矮星信息。同样的方法也常用在测量 M 型矮星的金属丰度上^[72, 74-78]。

2.5 年龄、质量和半径

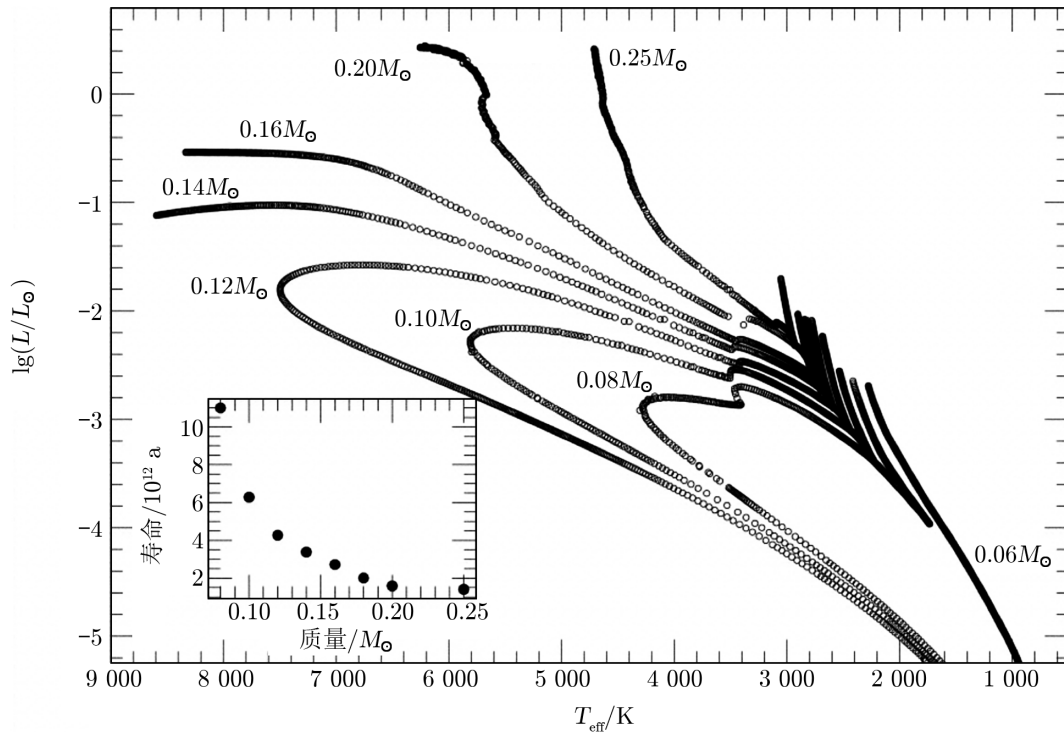
小质量恒星作为银河系的化石，人们可以从中了解银河系早期的恒星形成速率、化学组成等信息。K 型和 M 型亚矮星被认为是早期宇宙中最主要的恒星成分^[50]。由于恒星演化轨迹与恒星的质量密不可分，因此，要探究小质量恒星的形成和演化，需要对其质光关系^[79]和初始质量函数^[9, 80]等进行研究。另外，准确测量恒星半径对于研究系外行星的特征化极其重要^[81]。研究发现，小质量恒星具备了形成某些生命的环境——其拥有的极长寿命和稳定的状态能够为周围生命的诞生和演化提供足够的时间和条件，这使得它们成为了非常有前景的宜居带系外行星的宿主候选者^[82, 83]。因此，对小质量恒星的基本参数进行深入的理论研究对于精确表征这些天体是非常重要的。

然而，年龄是小质量恒星最难以确定的基本性质之一。Adams 等人^[84]给出了初步的年龄-质量关系，如图 5 所示。图中给出了 H 燃烧时长与恒星质量的关系。能够成为红巨星的恒星，其质量最小为 $0.25M_{\odot}$ ，其寿命可达 10^{12} a；而一颗质量为 $0.08M_{\odot}$ 的小恒星，其生命周期可长达 1.2×10^{13} a。但在这过程中，恒星的亮度变化并不大。尽管存在着各种严峻的挑战，仍有一些天文学家在推动着关于亚矮星年龄的研究，包括有人通过年龄-自转-活动性关系来进行研究，以及通过双星系统进行研究，例如，Monteiro 等人^[50]通过对 2 个白矮星-亚矮星双星系统进行模型拟合，得到了其中白矮星的年龄，并由此推断出了亚矮星成员星的年龄。

传统上对分离食双星 (detached eclipsing binary, DEB) 的光变曲线进行的分析结果能够为恒星的质量-半径关系提供最精确的观测约束^[85]。在这些双星系统中，人们可以根据其光变曲线分析，非常精确地确定成员星的质量和半径，并且不需要额外的假设。但很长一段时间以来，只有少数这样非常有价值的小质量恒星系统^[86]，其中包含亚矮星的恒星系统更是屈指可数。直至最近几年，这一情况有了一些改善^[87]。此外，作为行星搜索任务 (如开普勒计划^[88]) 的副产品，已知参数的 DEB 数量也在进一步增加。

到目前为止，只有几个亚矮星系统的动力学质量已被测量：McCarthy 等人^[89]用红外散斑干涉测量法测量了离太阳最近的亚矮星系统的质量；Söderhjelm^[90]测量了 GJ704AB 的质量，并测得其金属丰度为 -0.58 ；最近，Horch 等人^[91]通过差分散斑巡天仪对双线光谱双星进行解析测量^[92]，获得了 2 颗亚矮星双星 (HIP 85209AB 和 HIP 95575AB) 的总质量；Jao 等人^[93]利用质量比率和 Horch 等人测得的总质量，计算出了双星系统中的单星质量。

研究表明，质量为 $0.1M_{\odot} \sim 0.3M_{\odot}$ 的小质量恒星的中心温度与其金属丰度无关。1997 年 Chabrier 和 Baraffe^[94]发现，对于质量为 $0.1M_{\odot} \sim 0.3M_{\odot}$ 的小质量恒星而言，当其 $[M/H]$ 为 0 和 -1.5 时，对应的质量-中心温度关系是相同的。他们认为，这是因为金属丰度越小，



注: T_{eff} 为有效温度, L 为恒星光度, L_{\odot} 为太阳光度。

图 5 赫罗图上质量为 $0.08M_{\odot} \sim 0.25M_{\odot}$ 的红矮星的演化^[84]

大气的不透明度越低; 而大气越透明, 同样光深的恒星则位于贫金属星中温度更高的更深处。因此, 同样质量下, 贫金属星的平均有效温度比富金属星的更高^[32]。

反之, 与同样温度的普通矮星相比, 贫金属特性则会改变亚矮星的半径, 因为金属丰度控制大气的不透明度, 从而改变了平衡状态。在贫金属星中, 光球预期位于恒星内部更深、气温更高处, 导致对于给定的有效温度而言恒星的半径更小。Keselli 等人^[81]的研究表明, 对于一颗给定有效温度的恒星, 当金属丰度发生 2.5 dex 的改变时, 其半径的偏差可达近 5 倍。他们的研究结果与 Baraffe 等人^[95]于 1997 年发表的恒星演化模型结果一致。

2.6 活动性分析

最早人们通过研究太阳的活动性, 包括色球活动、耀发、日冕物质抛射等来推导和分析其他恒星的活动性。人们通过研究发现, 恒星活动的最直接原因是恒星的磁场: 磁重联可以产生耀发和星冕物质抛射, 而磁聚合会改变恒星表面的物质分布。小质量恒星上同样普遍存在磁场, 而影响磁场的因素很多: 恒星的发电机机制和大气结构决定了磁场, 其中发电机机制决定磁场的产生, 而大气结构既影响发电机机制, 又影响磁场的转移。通常人们通过研究恒星活动的表现形式, 如光球层的黑子、色球层的 Ca 和 H 发射线、日面层的 X 射线, 以及各个波段的耀发等, 来探究小质量恒星内部的物理性质。

特别要提出的是, 许多晚型小质量恒星具有很强的表面磁场^[96], 能够加热光球层上方的外层大气, 并导致色球层的可观测到的发射 (如 Ca II 和巴尔末系列发射线)、辐射区 (如

C IV之类的富离子的共振线)和星冕(如热软X射线^[97])。

在光谱的可见光区域内, 6564 Å 的 H α 发射线产生于这些小质量恒星相对致密的色球层, 是晚型恒星中被用于研究磁活动的指标; 而在研究类太阳型恒星的活动性时, 则通常采用 Ca II 的 H 和 K 共振线。早期的研究表明, 具有 H α 发射的 M 型矮星的比例从早型到中型呈现增长的趋势^[98, 99], 并在 M7 附近达到峰值, 此处基本上所有的恒星都是活动的。到了更晚型这个比例则逐渐下降^[100]。West 等人^[101]在 2011 年用超过 70 000 个 M 型矮星样本的光谱对这个趋势进行了检测, 得到的结果与上述结论基本一致, 但活动性比例要小很多, 如图 6 所示, 图中数字代表该光谱型下用于计算的光谱数量。West 等人提出, 活动性的比例高度依赖于样本在银河系中的位置。因为 M 型矮星具有有限的活动寿命, 并且其随着老化在银盘中被持续动态加热, 因此, 它们的活动状态与银河系中的位置息息相关。

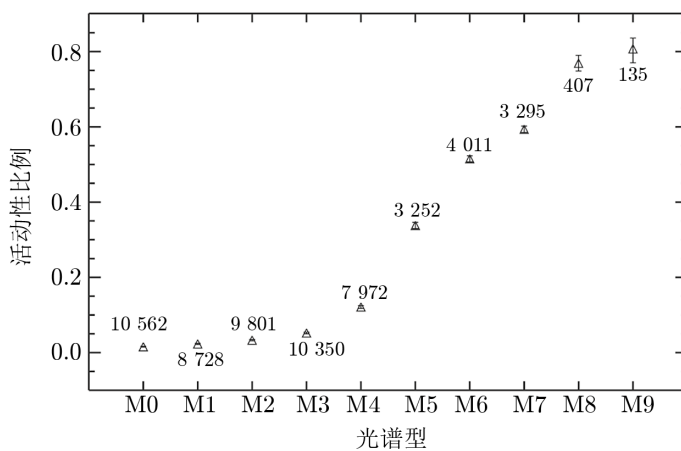
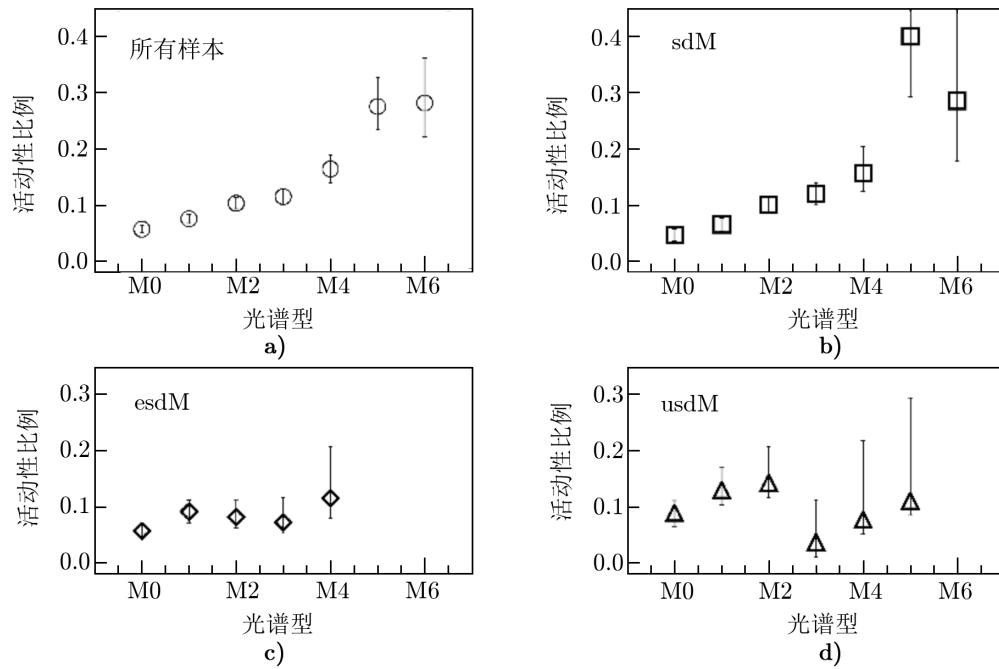


图 6 M 型矮星的活动性比例^[101]

对于亚矮星的色球活动, 最有代表性的统计研究结果来自 Savcheva 等人^[22]在 2014 年的工作, 其研究样本为来自 SDSS 的 208 颗被检测到 H α 发射的 M 型亚矮星。Savcheva 等人给出了样本中光谱型为 M0—M6 的所有亚矮星的总体活动性比例, 并分别给出了 3 个金属丰度子类的按照光谱型分组的活动性比例(如图 7 所示)。虽然普通亚矮星(sdM)的活动性比例随着光谱型变化显示出明显的上升, 随后变得平缓, 但在极贫亚矮星(esdM 或 usdM)中, 并没有看到这样的情况。实际上, 它们的趋势在误差范围内基本上是平坦的。这样的结果表明, 就活动性而言, 普通亚矮星的表现与它们更贫金属的同伴的表现并不相同, 这可能是因为其受到了来自距离银河系中平面的高度(或年龄)的影响。有两种可能性可用来解释 Savcheva 等人给出的这些活动性比例: (1) 这代表了亚矮星自身的活动性; (2) 具有活动性的主要是密近双星系统中的亚矮星。另外, Zhang 等人^[102]在 2019 年利用来自郭守敬望远镜(the Large Sky Area Multi-Object Fiber Spectroscopic Telescope, LAMOST)光谱巡天的包含了 141 颗活动亚矮星的样本进行了研究, 但由于这个样本中的亚矮星主要为早 M 型, 晚于 M4 型的样本数量不足, 因此, 关于亚矮星的活动性的研究缺乏足够的统计学意义。

图 7 M 型亚矮星的活动性比例^[22]

对于所有金属丰度子类的亚矮星而言, 随着其距离银河系平面高度的增加, 其活动性比例都呈下降趋势, 并且当所有亚矮星被组合在一起时, 这个趋势更为明显。这可以解释为由于动态加热导致的年龄效应: 加热的的时间越长, 年老的恒星轨道距离银盘越远^[34, 103]。如果活动性依赖于年龄 (并且年龄与恒星到银河系平面的距离相关), 那么, 所观察到的亚矮星分布可以解释为由于其活动寿命有限, 因此, 距银河系平面越远的恒星越年老, 并处于熄灭状态。但是, 这并不能排除有伴星出现时恒星的活动性会增强这种情况。Morgan 等人^[104]研究了一个大样本的密近 M 型矮星-白矮星双星, 从统计上证明了密近伴星的存在延长了 M 型矮星的活跃期。对于密近 M 型矮星-白矮星双星而言, 同样存在着活动性比例随着其距银河系平面的高度降低而降低的情况, 这表明虽然密近恒星对中的伴星能够使亚矮星的活动寿命延长, 但这仍然是有限的。因此, Savcheva 等人认为, 根据有限的观察结果不能肯定地说, 这些效应表明了亚矮星的内在活动性, 也无法认定这是来自密近伴星的结果。事实上, sdM 子类的活动性比例分布看起来与普通盘矮星^[34]非常相似: 如果 sdM 是年老的盘星, 那么, 随着银河高度的降低, 预计活动性也会降低。

在近红外波段, 位于 10830 \AA 的 He I 三重线可作为 FGK 恒星中色球条件的指示器。Smith 等人^[105]得到了 20 颗金属丰度在 $-2.1 \sim -0.8$ 的贫金属亚矮星的观测数据。结合之前 Takeda 和 Takada-Hidai^[106]的观测结果, 他们发现, 场区的贫金属亚矮星通常具有 10830 \AA 处的 He I 吸收特征。贫金属亚矮星的吸收线等值宽度通常小于 70 m\AA 。矮星的 He I 线的等值宽度范围跨度很大, 与亚矮星的范围相互重叠, 且许多矮星都有比亚矮星更强 (大于 100 m\AA) 的吸收线, 尽管后者的年龄显然更大。这为年老的亚矮星可能存在星冕提供了证

据。Smith 等人^[107]通过用于搜寻晕族红亚矮星 X 射线发射的 XMM-Newton 项目, 在软 X 射线深度成像中探测到了 2 颗星族 II 亚矮星周围存在的星冕。

通常用来确认晚型恒星中存在星冕的方法是检测其是否存在软 X 射线发射。已知通过 X 射线发射测得的主序星的星冕活动随着年龄的增加而降低, 其极限预计可在银晕中的星族 II 亚矮星中发现, 因为它们是银河系中最年老的恒星。另外, Ca II 的 H 和 K 发射线, 以及 Mg II 发射线也可以作为亚矮星星冕活动的标志。晚型矮星的星冕加热被认为是由一个内部的磁发电机的活动性决定的, 其强度依赖于恒星的自转速率。随着恒星在主序上的演化, 它们的自转速度逐渐减慢, 从而导致发电机活动性降低, 星冕加热减少, 因此 X 射线的光度也随之降低^[108, 109]。用这个发电机减速模型能够成功地描述色球活动性和主序星中星冕活动的不饱和性, 但是, 这个结论是基于恒星活动性与年龄之间的相关性得出的, 而此相关性很大程度上依赖年龄小于 1 Ga 的晚型矮星, 对贫金属亚矮星是否适用还是个未知数。另外, 直到如今人们对亚矮星中上百万度的星冕依然不甚了解, 需要对此作进一步研究。

2.7 多体比例

通过对多星系统进行监测能够得到其中成员星的质量和相对亮度, 从而更好地约束质量-光度关系^[110]。关于主序星多体比例的研究结果表明, 随着恒星质量的减小, 其多体比例会下降。Mason 等人^[111]发现, 在星团内部及其附近, 有 59% 的 O 型星有伴星。Duquennoy 和 Mayor^[112]在 1991 年通过对 FGK 型星的研究发现, 有伴星的比例为 57%。Raghavan 等人^[113]后来将该比例修正为约 46%。而 Henry 和 McCarthy^[114]以及 Fischer 和 Marcy^[115]得到的 M 型矮星有伴星的比例则降到了 34% ~ 42%。随着星团质量继续减小, 这个比例还在不断降低: Law 等人^[116]发现, 晚 M 型恒星有伴星的比例仅为 7% ± 3%; Fontanive 等人^[117]在对 12 颗 T8—Y0 型场褐矮星进行研究后发现, 其多体比例只有 8% ± 6%。

另外, 有人认为, 贫金属星的伴星更少^[118, 119]: Stryker 等人^[120]给出的 A, F, G 型贫金属星的双星比下限为 20% ~ 30%; Carney 等人^[39]和 Norris^[121]得到的结果是 15% (大多数样本也是 A, F, G 型贫金属星)。此外, Fischer 和 Valenti^[122]发现, 有行星的恒星比例会随着金属丰度的下降而指数降低。

需要注意的是, 每个研究者得出的比例受限于其观测方式和样本大小。探测多体比例的方法有光学散斑干涉法^[123-125]、宽分自行双星法、光谱双星法, 以及对视向速度进行长期监测^[120]等。由于样本数量不同, 测量结果的可靠性也不一致。早型星的样本数量大, 因此, 得出的结果较为可靠。晚 K 型和 M 型亚矮星的样本数量太小, 许多研究结果中的多体比例可能是被低估的, 比如, 在高分辨率光谱亚矮星搜寻中, Gizis 和 Reid^[126]在 11 颗亚矮星中没有找到伴星; Lépine 等人^[7]检测了 18 个系统, 只发现了 1 个可分辨的多体系统; Riaz 等人^[127]在 19 颗 M 型亚矮星中没有找到伴星; Lodieu 等人^[29]在 33 颗 M 型亚矮星中只找到了 1 颗有伴星的亚矮星; Jao 等人^[125]在 62 颗红亚矮星中只找到了 4 颗有伴星的亚矮星。

目前, 最大的红亚矮星高分辨率光谱巡天样本来自 Ziegler 等人^[128]的工作, 该样本共包含 344 颗红亚矮星, 其中检测到的多体比例为 43/344, 即约 12.5% ± 1.9%。将这个样本与 Zhang 等人^[129]的样本相结合, 可以得出初步的结论: 同光谱型的亚矮星的多体比例为

矮星的 $1/4 \sim 1/2$ 。关于厚盘和晕的多体比例的研究或许能够帮助理解这个结果。Chiba 和 Beers^[130] 发现, 厚盘的多体比例为 55%, 而晕星为 12%; Grether 和 Lineweaver^[131] 则发现, 厚盘中的多星系统是晕中的 4 倍。

因此, 从矮星与亚矮星之间多体比例相差很大这一现象, 或许可以得出以下结论。(1) 2 个星族起源的条件不同——亚矮星形成于较稀疏的区域, 而这会导致较低的双星比例。支持这个结论的证据有: Köhler 等人^[132] 发现, 低密度的金牛座恒星形成区与高密度的猎户座星团的双星比例相差了 3 ~ 5 倍。(2) 贫金属亚矮星比具有太阳金属丰度的矮星形成得早, 因此, 它与其他恒星的碰撞较多^[133], 而这会减弱相距几个天文单位的伴星之间的相互作用^[134, 135] (这是来自 N 体模拟的一个理论^[136])。还有一个可能的解释是, 大部分低金属丰度的恒星起源于银河系在过去的时间里与矮星系的并合。根据 Abadi 等人^[137] 的模拟预测, 早期银河系处在一个活跃的并合期, 因此, 银河系可能从这些并合中继承了大量贫金属星。

至今为止, 行星形成与双星形成的机制是否一致仍是一个未解之谜, 而准确的贫金属甚小质量恒星——红亚矮星的多体比例能够很好地约束行星形成机制。若想要得到更确切可靠的结果, 需要开展以下研究工作: (1) 获得太阳附近的亚矮星总数; (2) 进行一个完整的视向速度巡天, 检测其中任何可能的密近双星; (3) 在获得亚矮星和矮星的多体比例时采用相同的方法和技术, 以避免由此带来的误差, 例如, 通过高分辨率光谱搜寻方法得出的光谱双星比例与用低分辨率光谱方法进行视向速度巡天时得到的双星比例的结果并不相同。

3 光谱分析

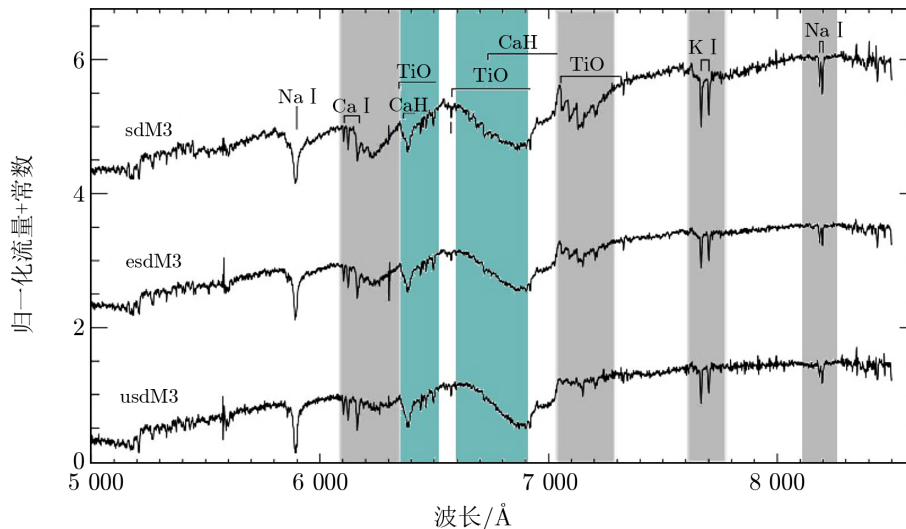
光谱分析是研究恒星物理学的一种重要方法, 常被用于获取恒星的大气参数 (如有效温度、表面重力和金属丰度) 和物理量 (如视向速度)。对于小质量恒星, 其光谱上的一些特定分子带特征能够作为其金属丰度的分类标准, 而对不同金属丰度的亚矮星光谱能量分布进行详细的研究, 能够帮助人们理解金属丰度在低温大气的不透明结构和演化中所起的作用, 并为小质量恒星大气的建模和恒星演化模型提供很好的约束。反之, 更加准确的大气模型又能够为恒星大气参数的估算提供更好的参考标准。随着 21 世纪的到来, 众多望远镜光谱巡天项目的开展使得低分辨率的亚矮星光谱数量迅速增加, 同时, 人们对中、高分辨率亚矮星光谱的研究也在不断开展, 其目的是更深入地了解其内部结构、外层大气以及总体性质。

本章着重介绍关于红亚矮星的光谱研究成果, 包括其主要的光谱特征、常用的光谱分类方法、可用的标准星序列、小质量恒星大气模型的发展脉络和最新动态, 以及实测数据与模型光谱的对比结果。

3.1 光谱特征

在甚小质量恒星的光谱上占主导地位的, 是重叠的分子吸收带, 其中混合着光谱分析中所使用的大多数原子线。随着温度的降低, 光谱显示出越来越丰富的双原子和三原子分子带 (如 SiH, CaH, CaOH, TiO, VO, CrH, FeH, OH, H₂O, CO), 其中 TiO 和 H₂O 的分子带具有复杂且宽广的吸收结构, 所产生的伪连续谱仅允许最强的原子线 (通常是共振线) 通过。

在光学波段,红亚矮星的光谱由金属氧化物(如 TiO 和 VO)和氢化物(如 CaH 和 H₂O)的分子吸收带占主导,这些物质是大气不透明度的最重要来源。相对于矮星而言,亚矮星的金属丰度较低,这意味着其 Ti 和 O 的丰度也较低,因此,亚矮星光谱上的 TiO 分子带比矮星的弱,而其伪连续谱则较强。这增加了 TiO 与其他不透明度来源(比如氢化物分子带)的对比度(见图 8)。因此,人们常用 TiO 指数与 CaH 指数的比值来度量亚矮星的金属丰度。另外,由于光谱的连续谱由 H⁻ 的不透明度决定,而贫金属亚矮星的大气比富金属矮星的大气更加透明,因此,其光谱能量分布的峰值也随着其金属丰度的降低而向蓝端移动。



注: sdM3, esdM3, usdM3 为 3 个不同金属丰度的亚矮星模板。灰色区域标识的分子带为亚矮星的低分辨率光谱在光学波段的主要特征,青色区域标识的光谱形状可能受到了温度的较大影响。

图 8 亚矮星在光学波段的主要特征及其在不同金属丰度下的变化趋势^[22]

Rajpurohit 等人^[8]在 2014 年给出了对亚矮星高分辨率光谱的观测结果,即所有 M 型亚矮星都在观测波长范围内显示出了强碱性线。与预期中的一样,由于表面重力较大,这些线大规模地表现出了更加显著的压力致宽,如图 9 所示,图中的黑线代表超贫亚矮星 LHS 1032 (usdM4.5) 的高分辨率实测光谱,红线表示其最佳拟合的 BT-Settl 模型光谱。在整个序列中,可以看到诸如 Ca II, K I, Rb I, Na I, Ti I 和 Mg I 的原子特征,并且这些线几乎在所有的光谱中都非常明显。8183 Å 和 8194 Å 的 Na I 线在所有观测光谱中都清晰可见,并随着亚矮星的温度降低而逐渐变宽。K I 线在早型亚矮星中非常窄,但在晚型中变得非常宽和平滑,且 7665 Å 和 7698 Å 处的 K I 共振线决定着红亚矮星光谱的形状。在所有实测光谱中,8498 Å, 8542 Å, 8662 Å 的 Ca II 三重线都非常强,其强度取决于恒星参数(如光度、温度和金属丰度)^[138],它们是研究小质量恒星对各种参数敏感性的理想候选体。尽管较低水平的 Ca II 三重线位于辐射区,且不受碰撞的影响,但它们已被 Mallik^[138]鉴定为非常好的光度指示器,因为相比之下它们不含混合物,并且很少受到大气线的污染。另外,在 Na I 线(8183 Å 和 8195 Å)附近的几条大气吸收线也被用作冷星的光度指示器^[139, 140]。

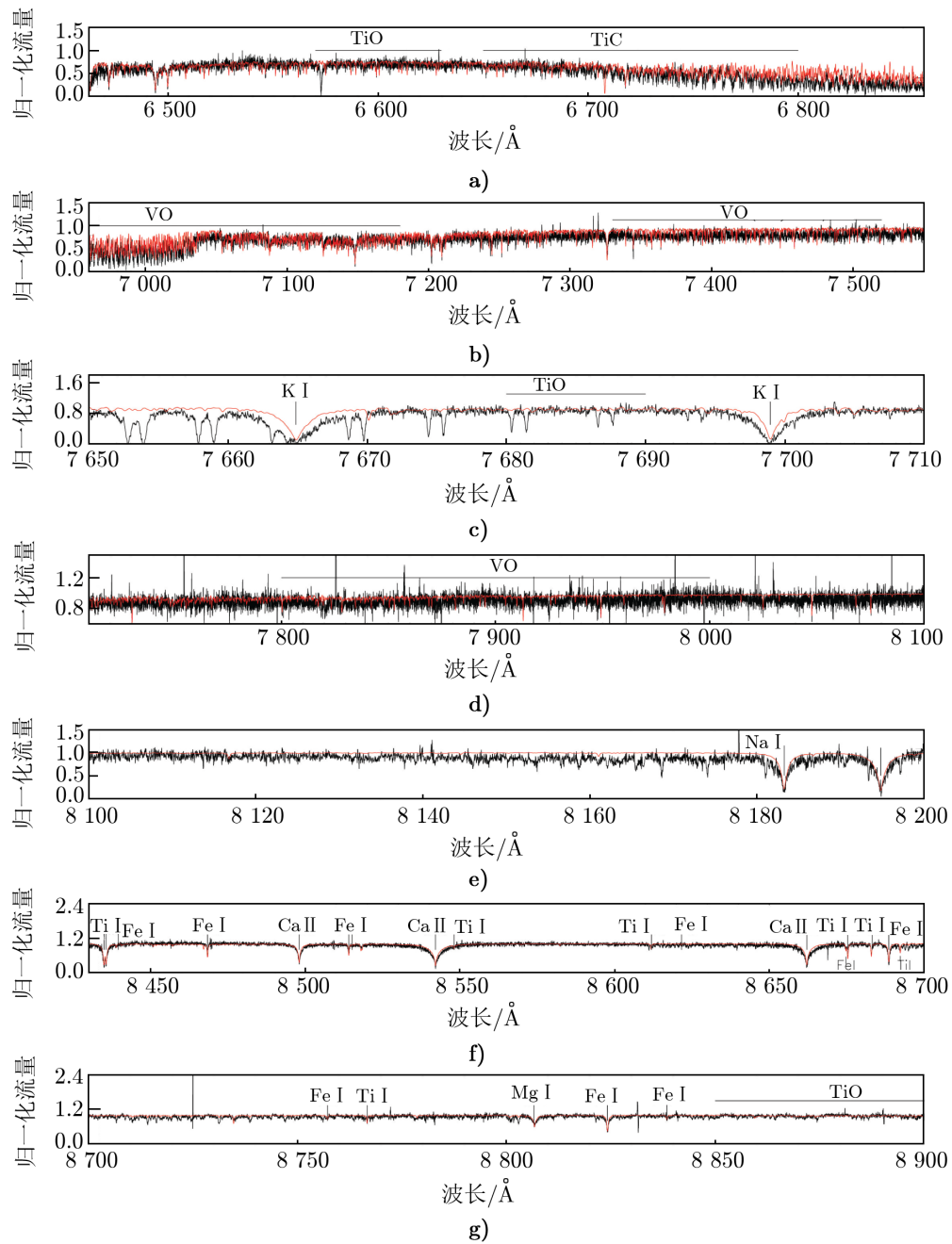


图 9 亚矮星光谱位于红光波段的主要吸收特征及其与模型光谱的对比^[8]

在近红外波段, 亚矮星的光谱比较平缓, H_2-H_2 , H_2-H 和 H_2-He 碰撞引起的吸收 (collision induced absorption, CIA) 决定了其连续谱的形状。这种吸收特征在 $1.0 \sim 2.5 \mu\text{m}$ 区域无处不在, 并且在波长最长处最强, 导致亚矮星在近红外颜色中比普通矮星要蓝很多。由于中心位于 $2 \mu\text{m}$ 处的三种与 H_2 相关的 CIA (H_2-H_2 , H_2-H , H_2-He) 抑制了红外连续谱, 因此, 光谱上的大部分流量只出现在了较蓝的波段。另外, 地球大气在波长超过 $2.5 \mu\text{m}$ 时几乎是不透明的, 因此, 必须使用红外空基设施来观察这些非常暗的天体^[12]。

3.2 光谱分类

传统上恒星光谱拍摄于可见光区域, 这是因为较热的恒星在该区域具有流量峰值, 并且探测器 (人眼和照相板) 在该波长范围内可进行有效探测。但实际上, 这些小质量恒星的流量峰值位于近红外波段, 而能在该区域中记录暗弱光谱的技术经过了几十年的不断改进才逐步走向成熟。20 世纪中期对甚小质量恒星光谱最初的分类基于其可见光波段的光谱特征, 其原因是, 这个波段的光谱特征非常丰富, 特别是其具有 TiO 和其他分子的跃迁谱^[141]。另外, 人们对近红外波段中甚小质量恒星光谱分类标准并没有特别的定义。大多数研究人员认为, 用于定义光学分类基准的标准也同时定义了近红外单调的形态序列, 从而没有必要再开发第二套标准。

光谱分类方法是一个基本的天文研究方法。通过建立一个覆盖所有观测特征的分类系统, 人们可以将一个新观测的光谱与标准星光谱进行对比分类, 并证认一些不常见的天体。例如, 被广泛使用的 MKK 分类系统, 先由 Morgan 等人^[142]于 1943 年将矮星光谱序列扩展至星族 I 的 M2V, 接着由 Boeshaar^[143]在 1976 年扩展至 M6.5, 然后再由 Kirkpatrick 等人^[13]于 1991 年用 $6950 \sim 7500 \text{ \AA}$ 和 $8400 \sim 8950 \text{ \AA}$ 的光谱特征将分类扩展至 M9。但关于亚矮星的光谱分类, 直到 20 世纪末才有了最初的定义。在此之前, 人们仅根据金属氧化物和金属氢化物的相对强度对亚矮星进行了一些定性区分, 例如, Mould 和 McElroy^[56]在 1978 年研究了一类年老盘亚矮星, 认为根据 TiO 和 CaH 指数的对比结果, 可以发现在矮星和极贫亚矮星之间存在着一种过渡型的亚矮星。

3.2.1 基于光谱指数的金属丰度分类

1997 年, Gizis^[52]提出了第一个关于 M 型恒星金属丰度的分类系统。在这个系统中, Gizis 根据低分辨率光谱的 CaH 和 TiO 指数的相对强度, 将原有的 M 型矮星分成 3 个子类: M 型矮星 (M dwarf, dM)、M 型亚矮星 (M subdwarf, sdM) 和 M 型极贫亚矮星 (M extreme subdwarf, esdM), 其中指数的定义来自 1995 年 Reid 等人^[71]的工作。Gizis 在大自行巡天中挑选出了一批候选体, 并对其进行了光谱观测, 测得了 79 颗 K7–M5 型亚矮星的光谱指数, 将表现出与盘矮星相同的 $TiO5$ 吸收带特征和明显更强的 CaH 吸收带特征的恒星定义为亚矮星, 并定义了用于区分的量化标准: 在 $[CaH1, TiO5]$ 指数图上, 亚矮星的 CaH 指数比矮星指数的平均值小 0.07。在 $[CaH2, TiO5]$ 指数图上, Gizis 拟合了一条高阶曲线, 作为 sdM 和 esdM 这 2 个子类的分隔线。

随后人们对于分类条件进行了进一步的简化。Lépine 等人^[53]认为, $CaH1$ 指数的动态范围太短, 大约在 M3 处饱和。此外, 他们还认为, 由于在非常冷的恒星中 $CaH1$ 指

数所在波长处的光谱信噪比很低, 因此, 应该放弃将 CaH1 指数作为区分矮星和亚矮星的首要条件。Lépine 等人^[57]接着提出, 作为替代, 可以在 [CaH2+CaH3, TiO5] 指数图上进行分类, 且根据这个指数图对 Gizis 同源星进行分类, 其结果与之几乎一致。随后, Burgasser 和 Kirkpatrick^[144]于 2006 年在 [CaH2+CaH3, TiO5] 图上定义了 2 个高阶曲线, 作为 dM/sdM/esdM 之间的量化分界标准。

2007 年, Lépine 等人^[7]通过将矮星和亚矮星在运动学上的区分与在 [TiO5, CaH2+CaH3] 指数上的区分相结合, 对 2006 年这个简化后的分类系统进行了改进。根据约减自行图, 他们挑选了一个表现出晕族运动学特征的亚矮星样本, 其样本数量超过 400 个, 且覆盖了光谱型 K7–M8.5。此外, 他们还以一个太阳丰度的盘矮星样本拟合的 TiO/CaH 值作为标定, 引进了用来衡量金属丰度的参数 $\zeta_{\text{TiO/CaH}}$ 作为分类标准:

$$\zeta_{\text{TiO/CaH}} = \frac{1 - \text{TiO5}}{1 - [\text{TiO5}]_{Z_{\odot}}}, \quad (2)$$

其中, $[\text{TiO5}]_{Z_{\odot}}$ 指数值通过由指数 CaH2+CaH3 定义的经验关系式得出, 而该关系式由太阳丰度的盘矮星样本拟合得到 (由文献 [7] 中的式 (1) 给出)。在尽量与前人分类结果保持一致的前提下, Lépine 等人以将双星分在同一个子类为目标, 用不同的等 $\zeta_{\text{TiO/CaH}}$ 线定义了各个子类之间的界限, 并额外增加一个子类——M 型超贫亚矮星 (M ultra subdwarf, usdM), 以区分出金属丰度最低的那一部分。根据从约减自行图中选出的盘矮星和晕亚矮星样本, Lépine 等人给出了 [TiO5, CaH2+CaH3] 指数图上的等 $\zeta_{\text{TiO/CaH}}$ 分隔线, 作为划分不同金属丰度子类亚矮星的标准, 并将原有的 dM/sdM/esdM 三子类分类系统改进成了 dM/sdM/esdM/usdM 四子类分类系统, 如图 10 所示。

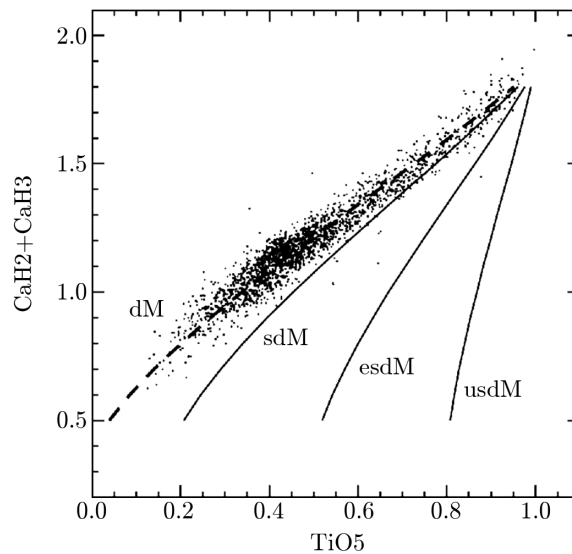
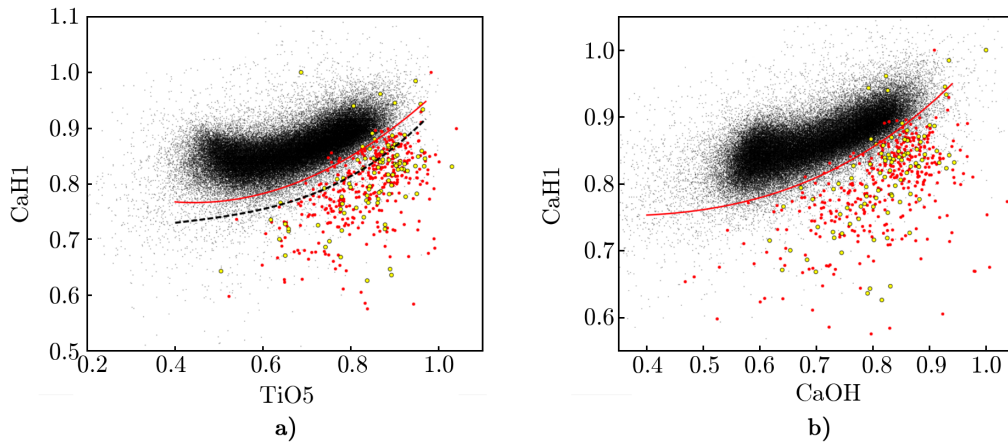


图 10 Lépine 等人^[7]定义的 dM/sdM/esdM/usdM 分类系统

为了验证 $\zeta_{\text{TiO/CaH}}$ 参数与 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 的对应关系, Woolf 等人^[145]在 2009 年用 12 颗贫金属

M 型恒星的高分辨率光谱测定了 Fe 和 Ti 的丰度, 并定标了温度在 3500 ~ 4000 K、金属丰度在 $-1.5 \sim +0.5$ dex 的 M 型恒星的 $\zeta_{\text{TiO}/\text{CaH}} - [\text{Fe}/\text{H}]$ 的线性关系, 其结果与 Keselli 等人^[81]在 2019 年用高分辨率红外光谱对金属丰度进行测定的结果一致。为了使新发现的双星系统的分类结果更加一致, Dhital 等人^[77]在 2012 年对 $\zeta_{\text{TiO}/\text{CaH}}$ 参数进行了重新定标。

由于不同的观测和数据集之间存在的仪器响应、光谱分辨率和流量定标上的差异, 会导致对于同样的恒星测得的 CaH2, CaH3, TiO5 指数值的不完全相同, 因此, Lépine 等人^[146]提出, 一个 $\zeta_{\text{TiO}/\text{CaH}}$ 参数的标准可能只适用于一个特定的观测/仪器。Lépine 等人^[146]和 Zhang 等人^[102]分别于 2013 年和 2019 年各自用新的 M 型矮星样本对 $\zeta_{\text{TiO}/\text{CaH}}$ 参数进行了重新定标, 其中 Zhang 等人所用的样本为来自 LAMOST 光谱巡天数据中经过人眼检测的超过 8×10^4 条 M 型矮星光谱。此外, 由于 $\zeta_{\text{TiO}/\text{CaH}}$ 参数在晚型星上有着更重大的影响力, 而在早 M 型恒星中并不可靠^[146], 因此, Zhang 等人提出, CaH1 指数对于用光谱来筛选和证认可靠的亚矮星, 尤其是对于早 M 型亚矮星是必不可少的条件, 应与 $\zeta_{\text{TiO}/\text{CaH}}$ 参数结合使用^[102]。Zhang 等人采用经过人眼检测的新的大样本, 重新拟合了 Gizis^[52]最初在 [TiO5, CaH1] 图上定义的用于区分矮星与亚矮星的分隔线, 并在 [CaOH, CaH1] 指数图上新定义了一条分隔线作为补充, 以减少由于相对流量定标的不确定性导致的误差, 如图 11 所示。根据这个改进后的分类系统, Zhang 等人^[102]从 LAMOST DR4 中搜寻并证认了 2791 个 M 型亚矮星光谱。



注: 红色实线为 Zhang 等人根据新的样本定义的经验分隔线, 黑色虚线为 Gizis 最初定义的分隔线。黑色的点代表 M 矮星样本, 黄色的点代表来自 Bai 等人^[151]的亚矮星样本, 红色的点代表 Zhang 等人的经过人眼检查的亚矮星样本。

图 11 与 CaH1 指数相关的指数图上矮星与亚矮星之间的分隔线^[102]

人们通过对模型大气的研究发现, CaH 吸收特征同时受到金属丰度和表面重力的影响, 并且整个连续谱的形状也取决于温度的变化, 这意味着用 $\zeta_{\text{TiO}/\text{CaH}}$ 参数得出的分类事实上并不能直接对应金属丰度水平^[3]。Lépine 等人^[146]也通过将实测光谱与恒星大气模型网格进行比较后得出结论: TiO/CaH 比值对经典的金属丰度值 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 并不敏感, 而是更多地取决

于 $[\alpha/\text{H}]$, 因为 O, Ca, Ti 都是 α 元素; 而 $[\alpha/\text{Fe}]$ 的变化会削弱 $\zeta_{\text{TiO}/\text{CaH}}$ 与 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 之间的相关性, 因此, 对红亚矮星的恒星大气参数进行精确测量需要更多信息, 例如, 使用双星法进行推断, 或将高分辨率光谱与模型拟合, 并进行详细的分析^[147]。另外, Lépine 等人还发现, 对于 $[\text{Fe}/\text{H}] > -0.5$ 的矮星来说, $\zeta_{\text{TiO}/\text{CaH}}$ 参数所定义的分类标准会大大降低对金属丰度的测定精度^[72]。不过, 即便如此, 经过双星系统验证的 $\zeta_{\text{TiO}/\text{CaH}}$ 参数^[77, 145]所定义的分类标准仍然可以用于指示亚矮星中金属丰度的大致趋势, 并且事实上这个分类系统的分类结果与亚矮星的运动学特性更加对应, 因为这个分类系统最初就是由具有不同运动学特性的亚矮星来标定的。许多研究结果表明, 在将亚矮星光谱与正常的主序矮星进行区分, 并给出一个粗略的金属丰度等级时, 参数 $\zeta_{\text{TiO}/\text{CaH}}$ 仍然可以作为一个可靠的指标^[102]。

3.2.2 基于指数的光谱子型确定

历史上定义红矮星光谱子型的方法包括光谱特征定义法 (例如, Morgan^[148] 在 1938 年利用 TiO 分子带的强度作为光谱子型的主要指标, Kuiper^[149] 和 Joy^[21] 基于 TiO 分子带强度对 M 型矮星进行分类, Kirkpatrick 等人于^[13]1991 年用 CaH 指数定义矮星子型, Reid 等人^[71] 和 Hawley 等人^[99] 用 TiO5 指数和多项式方程决定光谱子型) 和伪连续谱指数定义法 (例如, Hamilton 和 Stauffer^[150] 在 1993 年用伪连续谱指数定义晚 M 型盘矮星子型)。因此, 1997 年 Gizis^[52] 在为亚矮星定义光谱子型的时候, 首先考虑了 CaH 指数和 TiO 指数。然而, 对于亚矮星来说, TiO 分子带特征的强度非常依赖于金属丰度, 单独用 CaH3 指数或 TiO5 指数会导致 esdM 的子型范围非常大或非常小。考虑到 CaH2 和 CaH3 这两个指数并不严格相关, 并且 CaH2/CaH3 的比值会随着金属丰度而变化, 最终 Gizis 选择结合 CaH2 和 CaH3 指数来共同定义亚矮星的光谱子型:

$$Sp_{\text{sd}} = 0.5 \times (Sp_{\text{CaH2}} + Sp_{\text{CaH3|sd}}) , \quad (3)$$

$$Sp_{\text{esd}} = 0.5 \times (Sp_{\text{CaH2}} + Sp_{\text{CaH3|esd}}) , \quad (4)$$

其中, Sp_{sd} 为 sd 的光谱子型, Sp_{esd} 为 esd 的光谱子型。在这两个公式中, 由 CaH2 指数决定的子型前半部分 Sp_{CaH2} 沿用了为矮星决定子型的公式 (具体定义参见文献 [52] 中的式 (2)), 而由 CaH3 指数决定的后半部分 $Sp_{\text{CaH3|sd}}$ 和 $Sp_{\text{CaH3|esd}}$ 是 Gizis 分别为 sd 和 esd 定义的 (具体定义参见文献 [52] 中的式 (7) 和式 (8))。

Lépine 等人^[7] 则认为, 更早型的 M 型恒星光谱中 CaH3 指数对于子型序列的约束没有 CaH2 指数那么好, 而到了晚型这个趋势正好相反, 因为此时 CaH2 指数接近饱和, 并开始逐渐衰减。因此, 将 CaH2 指数与 CaH3 指数结合起来定义光谱子型的方法适用于所有亚矮星。此外, 采用 CaH2+CaH3 这个复合指数的方法也正好可以与同样依赖于 CaH2+CaH3 复合指数的金属丰度分类规则相配合。基于以上理由, Lépine 等人用 CaH2+CaH3 复合指数为所有亚矮星定义了统一的光谱子型 Sp 的公式:

$$Sp = 1.4 \times (\text{CaH2} + \text{CaH3})^2 - 10.0 \times (\text{CaH2} + \text{CaH3}) + 12.4 . \quad (5)$$

他们还给出了每个子型的标准星光谱, 该光谱覆盖光谱型 K7—M8.5。在此之后, 这个子型的定义被用于许多亚矮星搜寻和分类工作中^[22, 102, 151]。

由于 M9-L 型的亚矮星样本数量稀少, 后人没有为了这些天体再对这个分类系统进行进一步的更新或修正, 而是沿用了 Lépine 等人在 2007 年定义的分类系统框架, 并同时以 L 型矮星的标准星^[27, 152, 153]作为基准, 根据光学波段的红端和近红外波段的光谱特征推断出金属丰度, 从而为这些较冷的亚矮星给出了 sd/esd/usd 的独立分类结果, 最后根据拟合理论光谱得到的有效温度推断出最终的光谱子型^[5, 6]。图 12 给出了亚矮星的金属丰度和有效温度范围。蓝色的阴影区代表厚盘星族的近似 $[Fe/H]$ 范围^[154], 其中, 薄盘星族在上, 晕族在下。黑色的虚线标明了 F 型、G 型、K 型、M 型、L 型、T 型和 Y 型星之间的界限; 紫色的线代表 10 Ga 的等质量线^[94, 95], 每根线所对应的质量数值标于其下, 单位为太阳质量; 绿色实线表示金属丰度为 $-2.3 < [Fe/H] < -0.7$ 时 H 燃烧质量极限的有效温度; 绿色阴影区是低质量恒星和大质量褐矮星都可能出现的区域, 具体情况主要取决于恒星的年龄; 蓝色的等质量线基于 Burrows 等人^[155]1998 年的计算结果; 黄色的空心圆代表矮星, 其中, 具有金属丰度测量的 sd/esd/usd 样本来自多个研究团组, 分别用红色/蓝色/黑色的点表示^[156-161]。

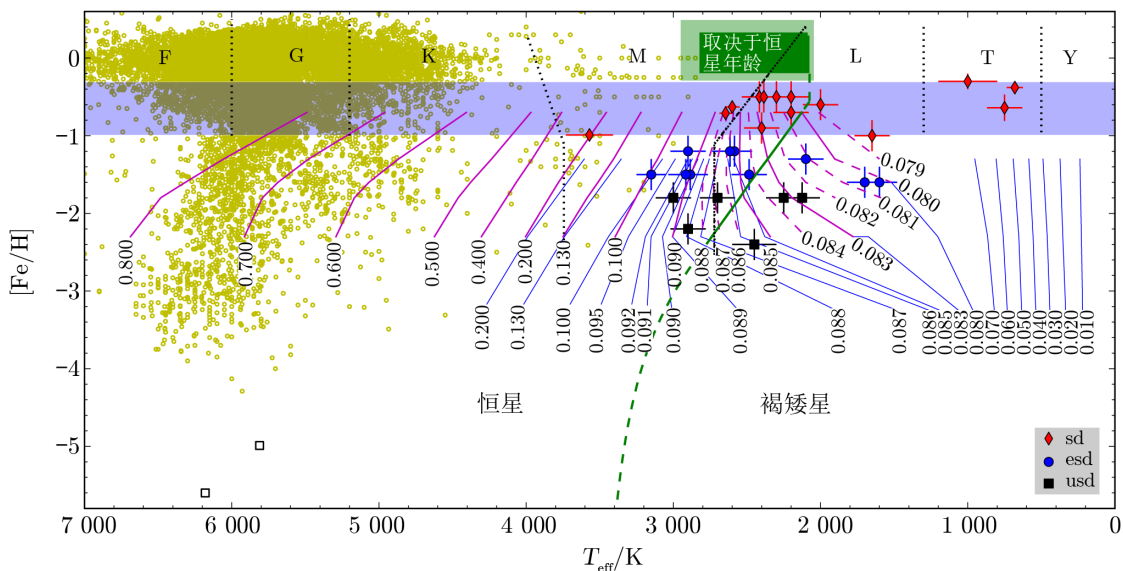


图 12 亚矮星的金属丰度和有效温度范围^[32]

3.2.3 基于理论模型分析的独立分类系统

在以 Gizis 于 1997 年建立的指数分类系统作为代表之外, Jao 等人^[3]在 2008 年根据全谱形态学给出了一个基于理论模型分析的独立分类系统。Jao 等人提出, 亚矮星作为一个单独的星族, 在光度、金属丰度和引力上都与矮星有所不同, 应在赫罗图上以光度 VI 类单独列出来。另外, Jao 等人根据 PHOENIX Cond-GAIA 模型大气, 分析了各个恒星参数与光谱特征之间的对应关系, 发现 CaH 分子带特征受到金属丰度和表面重力的共同影响, 其中金属丰度对光学波段 $6000 \sim 8200 \text{ \AA}$ 的光谱形状影响很大, 表面重力对光谱整体形状的影响则非常有限。另外, 由于 $8200 \sim 9000 \text{ \AA}$ 的连续谱受金属丰度或表面重力的影响都不强烈, 主要依赖于温度, 因此可用于定义光谱型。此外, 与用 CaH 分子带特征计算子型不同,

用这种方式定义的光谱型只与温度有关, 因此, 得到的亚矮星光谱子型与同子型的矮星或巨星的温度更相近。

在这个分类系统中, Jao 等人首先用 $8\,200 \sim 9\,000 \text{ \AA}$ 区域的光谱形状和矮星标准星进行对比来决定子型, 再根据 TiO₅ 分子带特征对同子型的样本星进行金属丰度排序, 最后根据 CaH 分子带特征对同子型的样本星进行表面重力排序。他们用这 3 个恒星参数的不同等级对样本中的每个光谱进行表征, 得出了一个亚矮星的替代分类方案。

3.2.4 光谱标准序列

红光/近红外波段中晚型恒星的标准星序列可用于很多天体物理的研究领域, 包括光谱分类、温度校准、定义主序的末端、检测密近双星系统, 以及确定甚小质量恒星的光度函数。对于红矮星来说, 早在 20 世纪 90 年代人们已经给出了光谱标准序列, 包括单星实测谱 (如 Kirkpatrick 等人^[13]于 1991 年给出了一个 K5—M9 的矮星标准序列, 并于 1999 年^[152]将其扩展到了 L 型) 和平均谱 (如 Bochanski 等人^[162]2007 年利用超过 4 000 个来自 SDSS 的数据, 得出了光谱型为 M0—L0 的矮星模板库)。

对红亚矮星标准序列的定义要稍晚一些, 网格较为完整的低分辨率恒星光学图谱如下。

(1) Lépine 等人在 2007 年给出了覆盖 K7—M8.5 的 3 个金属丰度子类的标准星, 这些标准星通过以下几个准则被挑选出来: (a) 它是一个能够代表其所在子型和分类的光谱; (b) 它是一个分类中最亮的几个源中的一个; (c) 在可用的源中选取其中信噪比最高的; (d) 赤纬位于 $-30^\circ \sim +30^\circ$, 确保其在两个半球都能被观测。Kirkpatrick 等人^[4, 163]以及 Zhang 等人^[5, 6]随后用一些经过人眼识别的 L 型亚矮星将这个序列拓展到了 H 燃烧极限。

(2) Savcheva 等人 2014 年对来自 SDSS 的 3 517 颗亚矮星进行了分类, 并给出每一个子类的平均谱作为模板。

(3) Jao 等人^[3]于 2008 年在其独立分类系统的标准下用 88 个亚矮星样本给出了覆盖 K3—M6 的标准星序列。

另外, Rajpurohit 等人^[8]在 2014 年提出了第一个涵盖整个 sdM, esdM, usdM 序列的高分辨率恒星图谱, 包含光学波段和近红外波段光谱数据, 由 2 个 sdK 光谱、11 个 sdM 光谱、1 个 esdK 光谱、5 个 esdM 光谱和 2 个 usdM 光谱组成, 这些光谱通过甚大望远镜 (Very Large Telescope, VLT) 中的高分辨率光谱仪观测得到。

3.3 恒星大气模型

用足够精确的恒星模型可以获得可靠的质量-光度关系, 以及依赖质光关系的恒星质量函数。常用的理论模型计算代码包括 Kurucz^[164], 以及 Castelli 和 Kurucz^[165]的 ATLAS 代码, Gustafsson 等人^[166, 167]的 MARCS 代码, Allard 和 Hauschildt^[168]的 PHOENIX 代码等。在与类太阳的 F 型、G 型和 K 型恒星的实测光谱进行对比时, ATLAS 和 MARCS 生成的合成光谱都有很好的一致性, 但是对于高温 (O 型、B 型和早 A 型) 和低温 (M 型、L 型、T 型和类木行星) 部分, 则或是超出了模型的计算范围, 或是无法很好地获得模型与观测光谱的拟合结果。在这些小质量恒星的大气中, 各种分子吸收 (每种都具有数十万到数百万条光谱线) 和众多冷凝物的存在使得精确建模变得极其复杂; 而对流区延伸到了最外层的光球

层, 意味着演化模型严格依赖于对表面边界的精确处理。值得庆幸的是, 近些年来人们通过用 PHOENIX 代码在模型运行中实时计算分子不透明度, 考虑非局部热力学平衡 (non-local thermal equilibrium, NLTE) 效应等不同于前人的方式, 并将其结果与最新的太阳丰度^[169]相结合, 在对冷星大气, 尤其是 M 型及晚于 M 型的极小质量恒星、褐矮星乃至类木行星的建模上, 都取得了突破性的进展。

甚小质量恒星的光谱能量分布 (spectral energy distribution, SED) 主要受分子 (如 MgH, CaOH, CaH, TiO, VO, FeH, H₂O, CO) 不透明度和低于 3000 K 时的云形成的影响。1975 年, Mould^[170, 171] 首次研究 M 型矮星的对流模型大气时只扩展了 4750 ~ 3000 K 的网格。Mould 的模型大气将 ATLAS 代码^[172]、TiO 分子带不透明度、化学平衡、H₂O 不透明度^[173, 174] 以及对于对流的混合长度的处理^[175] 相结合, 并以不透明度分布函数 (opacity distribution function, ODF) 的形式包含了原子线覆盖^[172]。随后, Boeshaar^[143] 在 1976 年构建了低温主序末端的温度范围。

直到 20 世纪 90 年代, 有效温度的 3000 K 壁垒才终于被打破, 这要归功于 Allard^[176] 采用了带模型和直接平均技术处理分子不透明度, 使重要的分子带, 如氢化物 (CaH, MgH, SiH, OH, CH)、可见光红端的 VO 和红外波段的 CO 都能够被包含进来。Allard 模型参数空间很广, 其金属丰度低至 -4.0 dex。随后, Kirkpatrick 等人^[177] 从 Allard 的网格中推导出了 M 型矮星的修正温度序列, 并将赫罗图中晚型矮星从冷却轨道移到了理论上低主序的蓝端——这使得晚型的场区 M 型矮星被定义为 H 燃烧恒星, 而不是褐矮星。1994 年, Allard^[178] 引入了 TiO 分子带的实验室振荡器强度, 以及 0.98 μm 的 FeH 分子带^[179], 来代替更小 (1/3 ~ 1/2) 的经验推导值^[180, 181]。直到此时, 模型大气的短板主要在于难以很好地处理低温大气中的不透明度, 以及富金属模型中重构出的 H₂O 分子带仍然过强, 与由 H₂O 分子带占主导的红外光谱不匹配^[12]。

1995 年, Allard 和 Hauschildt^[168] 结合了 M 型矮星模型大气代码^[176] (包括平衡化学中的分子、分子不透明度和对流处理) 和超新星辐射转移代码^[182] (包括完整的 NLTE、不透明度采样和扩散速度处理), 用不透明度采样的方式处理更完全的原子不透明度, 创建了专门开发的用于处理小质量恒星大气模型的 PHOENIX 代码, 并更新了模型。新的模型中包括一些 NLTE 原子的超精细结构, 在对流处理部分用混合长度理论 (mixed length theory, MLT) 来计算辐射对流, 并解决了球形几何中的辐射转移。完整的 NLTE 代码能够为所运行的各种辐射转移代码提供热结构, 并为内部预测转录和观测平面中的演化模型提供大型的均匀模型大气网格。另外, PHOENIX 代码将来自辐射流体动力学 (radiation hydrodynamics, RHD) 的模拟研究和恒星内部演化的信息插入到了网格的每个模型中, 而不是在整个网格计算中使用固定的微湍流速度、混合长度、半径和质量。

20 世纪 80 年代, D'Antona 等人^[183, 184] 的研究成果为直至 H 燃烧极限的小质量恒星理论模型奠定了理论基础。而 Baraffe 等人^[95] 基于 Saumon 等人^[185] 的状态方程, 构建了演化模型, 发现他们的模型与观测到的星团 NGC6397 的主序有明显的一致性, 且这样的一致性一直到观测的极限, 对应的恒星质量约为 0.13 M_{\odot} 。这些结果说明, 较准确的恒星状态方程、模型大气和合成测光, 使人们对晕亚矮星和球状星团低主序有了进一步认识。此外, 当

前的星族 II 恒星模型已经十分精确, 人们用该模型可以获得可靠的质量-光度关系和恒星质量函数。

随着 PHOENIX 代码的发展, 用于小质量恒星的模型大气被不断地更新换代。早期具有代表性的被广泛使用的版本如下。

(1) NextGen^[178, 186]: 在不透明度采样上取得突破, 但 TiO 和 H₂O 线表仍不完备, 只有气相; 当温度大于 2700 K 时模型可靠。

(2) AMES-Cond/Dusty^[187-189]: 第一个完整的尘埃凝聚模型大气, 即尘埃与气相平衡的模型大气。该模型大气中还采用了更新的 TiO 和 H₂O 不透明度。

(3) Cond-GAIA^[190]: 用椭球对称处理辐射转移, 并且做了一些特别适用于小质量恒星的改进, 包括使用了一个经过放大和增强的状态方程, 解决了更多的原子、离子和分子线导致的阻光, 包含了冷星尘埃粒子的形成及微湍流的计算等。

(4) BT-NextGen^[191-193]: 改进了分子不透明度, 为使用了 Barber 等人^[194]的 BT H₂O 线表的 NextGen 模型。

(5) BT-Cond/Dusty^[191-193]: 改进了分子不透明度, 为使用了 BT H₂O 线表的 Cond/Dusty 模型。

至此, 最重要的问题在于模型没能匹配由 H₂O 不透明度轮廓主导的红外光谱。这个难题直到采用了新的太阳丰度才迎刃而解。新的太阳丰度^[169, 195]来自对太阳光球的 RHD 模拟, 以及对三维 NLTE 辐射转移进行的修正。与之前被广泛采用的太阳丰度相比, 新的太阳丰度中 C, N, O, Ne 的丰度显著较低。使用了新的太阳丰度之后, 在近红外至红外区域模型光谱与实测光谱的光谱能量分布得到了完美的拟合。如图 13 所示, 绿色的线代表使用了 Asplund 等人^[169]给定的太阳丰度的 BT-Settl 合成光谱 ($\lg g=5.0$, $[M/H]=0.0$), 黑色的线代表红矮星三体系统 GJ866 的光学和红外波段光谱 (A, B, C 分别指 GJ866 三体系统的 3 颗成员星), 蓝色虚线代表给定与三体系统成员同样的参数下, 用模型拟合得到的合成光谱。

更新了太阳丰度的模型大气包括以下几个版本。

(1) BT-Settl AGSS2009^[192, 193]: 使用了云模型和 Asplund 等人^[169]2009 年的太阳丰度, 解决了一维球对称的辐射转移。

(2) BT-Settl CIFIST2011^[192, 193]: 使用了云模型和 Caffau 等人^[195]2011 年的太阳丰度, 并且在运行中增加了超饱和的计算。

(3) BT-Settl CIFIST2011b^[196, 197]: 在 BT-Settl CIFIST2011 模型的基础上, 还考虑了基于 RHD 模拟校准的混合长度。

(4) BT-Settl CIFIST2011bc^[35, 196-198]: 考虑了基于 RHD 模拟校准的混合长度、过冲和扩散系数的校准, 以及云模型中颗粒尺度的分布和成核。

(5) BT-Settl CIFIST2011c^[35, 198]: 根据 RHD 模拟的结果, 对混合长度理论的校准、过冲和扩散系数进行了额外的调整。

(6) BT-Settl CIFIST2011-2015^[199, 200]: 对其中的混合长度理论方程进行了改正, 其中的网格只覆盖了太阳丰度。

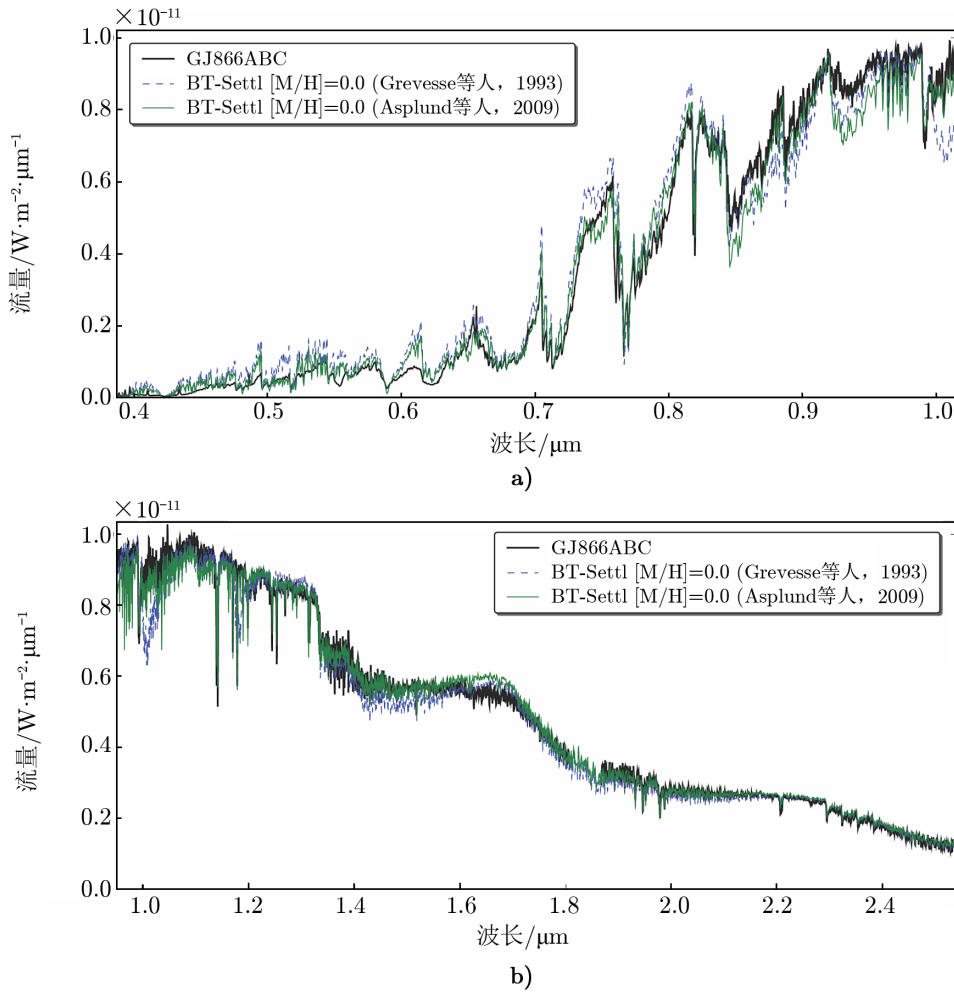


图 13 红矮星 GJ866 的光学和红外波段光谱与最佳拟合的 BT-Settl 合成光谱的对比示意图^[193]

(7) AMES-Cond-v2.6^[201]: 该版本也被称为 BT-Settl GNS93 版本, 它是基于 Cond 模型, 在 EOS AMES v2.6 的基础上进行了改进, 并用 Hauschildt 和 Baron^[190] 的代码创建的一个新的合成光谱库。该合成光谱库中, 采用了新版本的状态方程 ACES 和球形几何, 从而保证了从主序到巨星的一致的模型网格。另外, 模型按照 Ludwig^[202] 的三维 RHD 模型进行了校准, 并使用了最新的原子和分子线表。

在与实测谱对比的一些研究结果中, 新版本的模型也得到了细致的分析和验证^[8, 147, 203-205]。对于贫金属亚矮星而言, 最新可用的模型网格为 BT-Settl CIFIST2011。因为 BT-Settl CIFIST2011-2015 只能生成包含太阳丰度的网格, 而 AMES-Cond-v2.6 的温度范围虽然低至 2300 K, 但对于低于 3500 K 的情况, $[\alpha/\text{Fe}]$ 均取值为 0。

自 2001 年^[187]以来, 更新的最重要的不透明度包括: 从 H-U 的所有原子线 (Kurucz

数据库 2006 版)、BT2 H₂O 线表^[194], 以及 VO, MgH, CaH, TiO 线表^[206]。此外, 还有来自 ExoMol 项目的 NH₃ 不透明度^[207]和 CIA 分子带的最新结果 (包括所有 H₂-H₂ CIA 列表、H₂-H CIA 列表和 He-H CIA 列表)。另外, 还添加了一个云模型和大多数重要碱线的详细轮廓^[208]、包含了可供选择的 5 种不同的颗粒尺寸分布, 以及应用于低温褐矮星大气中的额外的冷凝物。

Baraffe 等人^[200]在 2015 年提出了一个直到 H 燃烧极限的恒星演化模型, 其内部结构与外层大气具有一致性, 并能够在多个颜色-星等图上很好地拟合恒星不同年龄的观测数据。相对于 1998 年基于 NextGen 大气模型的本^[209], 新版本的主要改进在于采用了能够满足以下条件的新大气模型: (1) 对于内部结构计算, 能够提供外层边界条件; (2) 对于一颗给定质量的任何年龄的恒星, 能够给出颜色和星等。前面提到的 BT-Settl 模型正是满足了以上条件的一个初步的大气模型, 其中基于对太阳光球的 RHD 模拟的新太阳丰度、新的 H₂O 线表以及 TiO 线表是整个模型改进的关键。但 Baraffe 等人也提到, 这个领域仍然需要一个更新的、完整并准确的理论 TiO 线表。

随后, Veyette 等人^[210]证明了考虑 C 增丰对于小质量恒星的热结构的重要性。Mann 等人^[211]用干涉测量的独立研究方法修正了直至 H 燃烧最小质量的温度范围。在未来的发展中, 对主要矮星进行建模^[212, 213]和根据 RHD 和三维辐射转移模拟红超巨星的恒星大气^[214]将成为重要的研究方向。

最近, Allard^[199]介绍了一个于 2017 年开展的 PHOENIX 模型大气网格项目。该项目中, 他们基于 PHOENIX 3D 版本开展研究^[215], 其中包括采用 RHD 模拟和三维辐射转移模拟恒星大气。此外, 他们在这个新的项目中采用了一个试验性的大气轮廓 (通常使用一个先前计算好的模型), 求解了流体静力学和辐射转移的方程, 其网格的参数覆盖范围为, T_{eff} : 1500 ~ 15000 K; $\lg g$: -0.5 ~ +6.0; $[M/H]$: -2.5 ~ +0.5; $[\alpha/M]$: 0.0, +0.2, +0.4。另外, 他们还考虑了 C/O 丰度比。毫无疑问, 与海量的测光和光谱数据相结合, 这个新一代模型大气将为研究这些小质量恒星作出贡献。

3.4 恒星大气参数测量

恒星大气的主要参数包括有效温度、表面重力和金属丰度。对于红矮星而言, 有效温度可以通过光谱指数来确定, 而直接测得的恒星半径也可作为估算有效温度和表面重力的有用的独立信息, 例如, Boyajian 等人^[216]和 van Belle 等人^[217]用干涉法测得的太阳附近的 K 型和 M 型矮星的半径和测光辐射流量, 计算了其有效温度。但另一个关键的大气参数——金属丰度却无法单独地被估算, 只能通过光谱分析的方法测定, 或通过双星系统中另一个成员星的金属丰度^[205]推导得出。

对于贫金属亚矮星而言, 尽管有可用的模型大气和合成光谱, 但由于有效温度、金属丰度和表面重力这 3 个参数都以相似的方式影响着光球的压力结构, 表面重力变大或有效温度降低对光谱的改变与金属丰度降低时相似, 因此, 人们难以通过简单的光谱特征来确定亚矮星的金属丰度^[168, 176]。此外, 由于模型中仍然缺少氢化物分子吸收的准确线表, 因此用合成光谱来获取红亚矮星大气参数的研究进展受到了不少阻碍。

与测量类太阳恒星的金属丰度不同, 由于甚小质量恒星的光谱特征中存在茂密的谱线“森林”, 因此难以用这种逐线的方法来获取其大气参数。相反, 采用对指定光谱范围内的整个光谱进行合成的方法更加合适, 尽管这通常比计算单独的谱线要复杂得多。Mould^[55]在1976年率先对M型矮星金属丰度进行了测量, 并对近红外光谱中的原子线进行了逐线分析。随后Jones^[218]在1996年使用PHOENIX模型光谱做了类似的研究工作。Gizis^[52]在1997年将低分辨率光谱的可见光波段与PHOENIX模型进行匹配, 并估算了金属丰度。1998年, Valenti等人^[219]和Zboril等人^[220]首次对高分辨率M型矮星光谱进行了分析。他们试图将高分辨率光谱与PHOENIX模型相匹配, 但他们仅得到粗略估算的金属丰度。这个结论可能对在这之前的所有相关研究结果都成立。

进入21世纪之后, 得益于近10年来小质量恒星模型大气的迅速发展, 用愈发准确的合成光谱与实测光谱进行拟合, 并对一个或几个大气参数进行估算成为了一种最常用的参数测量方法。历史上有不少研究团组将PHOENIX模型大气网格与红亚矮星的实测光谱样本进行对比, 以测量大气参数。他们在低分辨率光谱^[3, 52, 144, 151]、中分辨率光谱^[147]和高分辨率光谱^[8]上都获得了很好的研究结果。

由于贫金属恒星在太阳近邻十分罕见, 有中、高分辨率光谱的亚矮星样本非常有限, 因此, 用于测量参数的样本主要为低分辨率光谱的亚矮星。但是, 很多用在矮星上的方法并不能够直接用在亚矮星上。例如, Reid等人^[71]用TiO5指数和多项式方程决定了Palomar-MSU光谱巡天数据中M型矮星的光谱型, 随后Gizis^[52]尝试将同样的方法用在M型亚矮星上。然而, 虽然对于矮星来说TiO5指数值与温度呈很明显的线性关系, 即温度是影响小质量矮星光谱全谱斜率的主要因素, 但是对于亚矮星来说, 有效温度的确定却没有这么简单, 因为将不同的金属丰度和表面重力进行组合都可以得到同样的TiO5指数值。虽然恒星光谱遵循的趋势主要由温度决定, 但红亚矮星的整体光谱形状同时也受到金属丰度和表面重力的显著影响。参数之间的简并问题在将模型谱与实测谱进行匹配时尤其明显——在温度、金属丰度和表面重力这个三维参数空间进行拟合时, 2个或2个以上的合成光谱会得到相近的卡方低点。因此, 对于低分辨率光谱而言, 这样的拟合方法并不能用来精确测定金属丰度和表面重力^[3]。

如同第3.2节中所介绍的那样, [CaH2+CaH3, TiO5]指数图被广泛用于低分辨率亚矮星光谱金属丰度的分类。但Jao等人^[3]在基于模型网格做了细致的分析之后发现, 对于一个给定的(TiO5, CaH)指数对, 有很多种可能的参数组合, 因为这2个指数都是温度、表面重力和金属丰度的函数。这意味着对于一颗给定温度的恒星, 较强的CaH分子带既可能由较低金属丰度导致, 也可能由较高的表面重力导致。即使一颗亚矮星具有普通亚矮星的金属丰度, 也可能因为其具有较大的表面重力而落在指数图的极贫亚矮星区域。模型结果表明, 金属丰度较小和表面重力较大所形成的分子带特征都可能使一颗亚矮星被分类为极贫亚矮星。因此, 仅根据这几个分子带特征, 或许并不能得出亚矮星光谱精确的金属丰度。

随着有效温度的变化, 不同波段的光谱特征对参数的依赖程度也随之变化。例如, 对于有效温度为2800~4000K的恒星来说, 6000~8200Å区域的光谱对金属丰度十分敏感, 历史上人们也常用这个波段来给定光谱子型的波段; TiO(6600Å, 6700Å和7100Å处)对

有效温度也非常敏感, 但对表面重力并不敏感。有效温度为 3400 ~ 4800 K 的恒星的连续谱在波长超过 8200 Å 时则几乎不再受金属丰度的影响。

随着模型的更新换代, Rajpurohit 等人^[147]在 2016 年利用 10 个中分辨率亚矮星光谱, 将可用的判定条件延展到了近红外波段。他们详细对比了实测数据和 BT-Settl 大气模型, 结果显示, 两者拟合的整体一致性很好: 模型能够重构出主要的原子线, 以及主要由 TiO 和 H₂O 的不透明度形成的整个伪连续谱, 并且更新后模型的 H₂O 和氯化物的分子线表与实测谱匹配得也很好。因此, 他们认为, 可以用模型来对恒星参数进行估算, 其中, 平坦的红外连续谱可以用来约束亚矮星的金属丰度, 即可以通过 K I 和 Na I 双线测得亚矮星的表面重力, 并从 0.4 ~ 2.4 μm 波段的光谱测量金属丰度。

Rajpurohit 等人^[8]在 2014 年给出了 3 颗晚 K 型亚矮星和 18 颗 M 型亚矮星的覆盖了 6400 ~ 8900 Å 的近红外区域高分辨率光谱。他们以非常高的分辨率 ($R \approx 40000$) 给出了低温环境下光谱的细节, 并将其与最新的 BT-Settl 模型光谱进行对比, 结果显示, 其分子带特征 (TiO, VO, CaH) 和原子带特征 (Fe I, Ti I, Na I 和 K I) 与当前的模型符合得很好。

Rajpurohit 等人认为, 在这些高分辨率亚矮星光谱中能够分辨出很弱的金属线, 这使得金属丰度能够独立于其他主要参数, 从而使表面重力和有效温度可被测定。他们发现, 在决定金属丰度时可以采用 8440 ~ 8900 Å 区域的光谱特征。因为这个区域内的分子吸收线较弱, 且原子线较干净, 其中的 Ti I, Fe I, Ca II 和 Mg I 线都能很好地与模型相拟合, 所以, 通过线轮廓的详细对比能够准确测定这些恒星的金属丰度。Rajpurohit 等人还提出, 用压力致宽的线翼 (如 K I, Na I 双线, 以及金属氢化物分子带, 如 CaH) 确定的表面重力比采用测光或低分辨率光谱的颜色比值估算的表面重力更加准确, 其中 7665 Å, 7699 Å 处的 K I 双线和 8183 Å, 8194 Å 处的 Na I 双线对测定表面重力特别有用。其整体谱线强度 (中心深度和等值宽度) 随着表面重力的增大而增大, 这是因为电子压力的升高导致了电离比例降低, 从而使恒星大气表面较深处有了较多的中性碱金属线^[221]。

4 总结与展望

关于红亚矮星的研究兴起于 20 世纪。红亚矮星的独特属性表现在光度、光谱特征、金属丰度和运动学等各个方面。作为银河系的化石, 红亚矮星的各种观测性质有助于人们探测银河系早期的化学成分, 其贫金属和类晕族运动学的特性对于研究银河系的化学增丰史也非常重要。同时, 红亚矮星还可作为约束小质量恒星大气模型的金属丰度的样本。由于红亚矮星的光度极低, 且数量很少, 早期的研究结果十分有限。此外, 由于小质量恒星表面大气的温度很低, 而演化模型的结果严格依赖于对表面边界的精确处理, 因此, 多种多样的分子吸收和冷凝物的存在使得精确建模变得极其困难, 这也导致人们对其内部结构的研究进展缓慢。

随着 21 世纪的到来, 望远镜的观测能力大大增强, 因此, 从海量的自行、测光和光谱数据中搜寻和证认的红亚矮星样本数量也随之迅速增加。与此同时, 冷星的大气模型在经过

数十年的不断更新迭代后, 其对于甚小质量恒星、褐矮星, 乃至类木行星的大气建模都取得了突破性的进展。结合高分辨率光谱观测数据, 原本在低分辨率光谱中受限于简并效应的恒星大气参数估算也有了较精确的结果。随着更多 10 m 乃至更大口径望远镜的不断建设, 结合 GAIA 为太阳近邻大量低光度恒星提供的精确视差和自行数据, 我们非常乐观地预期, 关于红亚矮星的新一轮研究能够为精确测量甚小质量恒星的年龄和初始质量函数, 以及解决银河系的动力学演化史等长期以来的难题提供新的思路。

参考文献:

- [1] Kuiper G P. *ApJ*, 1939, 89:548
- [2] Sandage A R, Eggen O J. *MNRAS*, 1959, 119: 278
- [3] Jao W C, Henry T J, Beaulieu T D, et al. *AJ*, 2008, 136: 840
- [4] Kirkpatrick J D, Kellogg K, Schneider A C, et al. *ApJS*, 2016, 224: 36
- [5] Zhang Z H, Pinfield D J, Gálvez-Ortiz M C, et al. *MNRAS*, 2017, 464: 3040
- [6] Zhang Z H, Pinfield D J, Gálvez-Ortiz M C, et al. *MNRAS*, 2018, 479: 1383
- [7] Lépine S, Rich R M, Shara M M. *ApJ*, 2007, 669: 1235
- [8] Rajpurohit A S, Reylé C, Allard F, et al. *A&A*, 2014, 564: A90
- [9] Bochanski J J, Hawley S L, Covey K R, et al. *AJ*, 2010, 139: 2679
- [10] Bochanski J J, Savcheva A, West A A, et al. *AJ*, 2013, 145: 40
- [11] Chabrier G, Baraffe I, Plez B. *ApJ*, 1996, 459: L91
- [12] Allard F, Hauschildt P H, Alexander D R, et al. *ARA&A*, 1997, 35: 137
- [13] Kirkpatrick J D, Henry T J, McCarthy D W. *ApJS*, 1991, 77: 417
- [14] Adams W S, Joy A H. *ApJ*, 1922, 56: 242
- [15] Adams W S, Joy A H, Humason M L, et al. *ApJ*, 1935, 81: 187
- [16] Kuiper G P. *ApJ*, 1940, 91: 269
- [17] Humason M L, Zwicky F. *ApJ*, 1947, 105: 85
- [18] Feige J. *ApJ*, 1958, 128: 267
- [19] Greenstein J L. *ApJ*, 1966, 144: 496
- [20] Greenstein J L, Eggen O J. *Vistas in Astronomy*, 1966, 8: 63
- [21] Joy A H. *ApJ*, 1947, 105: 96
- [22] Savcheva A S, West A A, Bochanski J J. *ApJ*, 2014, 794: 145
- [23] Evans D W. *MNRAS*, 1992, 255: 521
- [24] Salim S, Gould A. *ApJ*, 2002, 575: L83
- [25] Scholz R D, Lehmann I, Matute I, et al. *A&A*, 2004, 425: 519
- [26] Lépine S, Shara M M. *AJ*, 2005, 129: 1483
- [27] Burgasser A J. *AJ*, 2007, 134: 1330
- [28] Lépine S, Scholz R D. *ApJ*, 2008, 681: L33
- [29] Lodieu N, Zapatero O M R, Martín E L. *A&A*, 2009, 499: 729
- [30] Lodieu N, Espinoza C M, Zapatero O M R, et al. *A&A*, 2012, 542: A105
- [31] Lodieu N, Espinoza C M, Zapatero O M R, et al. *A&A*, 2017, 598: A92
- [32] Zhang Z H, Homeier D, Pinfield D J, et al. *MNRAS*, 2017, 468: 261
- [33] Jones E M. *ApJ*, 1972, 173: 671
- [34] West A A, Hawley S L, Bochanski J J, et al. *AJ*, 2008, 135: 785
- [35] Allard F. *Exploring the Formation and Evolution of Planetary Systems*, 2014, 299: 271
- [36] Subasavage J P, Henry T J, Hambly N C, et al. *AJ*, 2005, 130: 1658

-
- [37] Faherty J K, Burgasser A J, Cruz K L, et al. *AJ*, 2009, 137: 1
- [38] Giclas H L, Burnham R, Thomas N G. *Lowell Proper Motion Survey Northern Hemisphere*. Flagstaff, Arizona: Lowell Observatory, 1971
- [39] Carney B W, Latham D W, Laird J B, et al. *AJ*, 1994, 107: 2240
- [40] Luyten W J. *LHS Catalogue: A Catalogue of Stars with Proper Motions Exceeding 0B5 Annually*. Minneapolis: Univ Minn Press, 1979
- [41] Bakos G Á, Sahu K C, Németh P. *ApJS*, 2002, 141: 187
- [42] Luyten W J. *New Luyten Catalogue of Stars with Proper Motions Larger than Two Tenths of an Arcsecond*. Minneapolis: Univ Minn Press, 1979
- [43] Scholz R D, Irwin M, Ibata R, et al. *A&A*, 2000, 353: 958
- [44] Ruiz M T, Wischnjewsky M, Rojo P M, et al. *ApJS*, 2001, 133: 119
- [45] Lépine S, Shara M M, Rich R M. *AJ*, 2002, 124: 1190
- [46] Subasavage J P, Henry T J, Hambly N C, et al. *AJ*, 2005, 129: 413
- [47] Yong D, Lambert D L. *PASP*, 2003, 115: 22
- [48] Yong D, Lambert D L. *PASP*, 2003, 115: 796
- [49] Schmidt M. *ApJ*, 1975, 202: 22
- [50] Monteiro H, Jao W C, Henry T, et al. *ApJ*, 2006, 638: 446
- [51] Ryan S G, Norris J E. *AJ*, 1991, 101: 1835
- [52] Gizis J E. *AJ*, 1997, 113: 806
- [53] Lépine S, Rich R M, Shara M M. *AJ*, 2003, 125: 1598
- [54] Eggen O J. *ApJS*, 1976, 30: 351
- [55] Mould J R. *ApJ*, 1976, 207: 535
- [56] Mould J R, McElroy D B. *ApJ*, 1978, 220: 935
- [57] Lépine S, Shara M M, Rich R M. *ApJ*, 2003, 585: L69
- [58] Jao W C, Henry T J, Winters J G, et al. *AJ*, 2017, 154: 191
- [59] Dahn C C, Harris H C, Subasavage J P, et al. *AJ*, 2017, 154: 147
- [60] Gaia Collaboration, Brown A G A, Vallenari A, et al. *A&A*, 2018, 616: A1
- [61] Casertano S, Ratnatunga K U, Bahcall J N. *ApJ*, 1990, 357: 435
- [62] Ivezić Ž, Sesar B, Jurić M, et al. *ApJ*, 2008, 684: 287
- [63] Bessell M S. *Proceedings of the Astronomical Society of Australia*, 1982, 4: 417
- [64] Liebert J, Probst R G. *ARA&A*, 1987, 25: 473
- [65] Leggett S K, Allard F A, Dahn C C, et al. *Bulletin of the American Astronomical Society*, 1998, 30: 98
- [66] Leggett S K, Allard F, Dahn C, et al. *ApJ*, 2000, 535: 965
- [67] Bidelman W P, Smethells W G. *Abundance Effects in Classification*, 1976, 72: 205
- [68] Ake T B, Greenstein J L. *ApJ*, 1980, 240: 859
- [69] Liebert J, Dahn C C, Gresham M, et al. *ApJ*, 1979, 233: 226
- [70] Hartwick F D A, Cowley A P, Mould J R. *ApJ*, 1984, 286: 269
- [71] Reid I N, Hawley S L, Gizis J E. *AJ*, 1995, 110: 1838
- [72] Mann A W, Brewer J M, Gaidos E, et al. *AJ*, 2013, 145: 52
- [73] Mann A W, Gaidos E, Ansdell M. *ApJ*, 2013, 779: 188
- [74] Newton E R, Charbonneau D, Irwin J, et al. *AJ*, 2014, 147: 20
- [75] Rojas-Ayala B, Covey K R, Muirhead P S, et al. *ApJ*, 2010, 720: L113
- [76] Rojas-Ayala B, Covey K R, Muirhead P S, et al. *ApJ*, 2012, 748: 93
- [77] Dhital S, West A A, Stassun K G, et al. *AJ*, 2012, 143: 67
- [78] Terrien R C, Mahadevan S, Bender C F, et al. *ApJ*, 2012, 747: L38
- [79] Benedict G F, Henry T J, Franz O G, et al. *AJ*, 2016, 152: 141
- [80] Covey K R, Hawley S L, Bochanski J J, et al. *AJ*, 2008, 136: 1778
- [81] Kesseli A Y, Kirkpatrick J D, Fajardo-Acosta S B, et al. *AJ*, 2019, 157: 63
- [82] Kasting J F, Whitmire D P, Reynolds R T. *ICAR*, 1993, 101: 108

- [83] Kopparapu R K, RamirezbR, Kasting J F, et al. *ApJ*, 2013, 765: 131
- [84] Adams F C, Graves G J M, Laughlin G. *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series*, 2004, 22: 46
- [85] Spada F, Demarque P, Kim Y C, et al. *ApJ*, 2013, 776: 87
- [86] Torres G, Andersen J, Giménez A. *A&A Rev*, 2010, 18: 67
- [87] Feiden G A, Chaboyer B. *ApJ*, 2012, 757: 42
- [88] Borucki W J, Koch D, Basri G, et al. *Science*, 2010, 327: 977
- [89] McCarthy D Jr, Hancock T, Freeman J, et al. *AJ*, 1993, 105: 652
- [90] Söderhjelm S. *A&A*, 1999, 341: 121
- [91] Horch E P, van Altena W F, Demarque P, et al. *AJ*, 2015, 149: 151
- [92] Goldberg D, Mazeh T, Latham D W, et al. *AJ*, 2002, 124: 1132
- [93] Jao W C, Nelan E P, Henry T J, et al. *AJ*, 2016, 152: 153
- [94] Chabrier G, Baraffe I. *A&A*, 1997, 327: 1039
- [95] Baraffe I, Chabrier G, Allard F, et al. *A&A*, 1997, 327: 1054
- [96] Johns-Krull C M, Valenti J A. *ApJ*, 1996, 459: L95
- [97] West A A, Hawley S L, Walkowicz L M, et al. *AJ*, 2004, 128: 426
- [98] Joy A H, Abt H A. *ApJS*, 1974, 28: 1
- [99] Hawley S L, Gizis J E, Reid I N. *AJ*, 1996, 112: 2799
- [100] Gizis J E, Monet D G, Reid I N, et al. *AJ*, 2000, 120: 1085
- [101] West A A, Morgan D P, Bochanski J J, et al. *AJ*, 2011, 141: 97
- [102] Zhang S, Luo A L, Comte G, et al. *ApJS*, 2019, 240: 31
- [103] West A A, Bochanski J J, Hawley S L, et al. *AJ*, 2006, 132: 2507
- [104] Morgan D P, West A A, Garcés A, et al. *AJ*, 2012, 144: 93
- [105] Smith G H, Dupree A K, Strader J. *PASP*, 2012, 124: 1252
- [106] Takeda Y, Takada-Hidai M. *PASJ*, 2011, 63: 547
- [107] Smith G H, Dupree A K, Günther H M. *AJ*, 2016, 152: 43
- [108] Mamajek E E, Hillenbrand L A. *ApJ*, 2008, 687: 1264
- [109] Wright N J, Drake J J, Mamajek E E, et al. *Astronomische Nachrichten*, 2013, 334: 151
- [110] Goodwin S P, Whitworth A. *A&A*, 2007, 466: 943
- [111] Mason B D, Henry T J, Hartkopf W I, et al. *AJ*, 1998, 116: 2975
- [112] Duquennoy A, Mayor M. *A&A*, 1991, 248: 485
- [113] Raghavan D, McAlister H A, Henry T J, et al. *ApJS*, 2010, 190: 1
- [114] Henry T J, McCarthy D W Jr. *ApJ*, 1990, 350: 334
- [115] Fischer D A, Marcy G W. *ApJ*, 1992, 396: 178
- [116] Law N M, Hodgkin S T, Mackay C D. *MNRAS*, 2006, 368: 1917
- [117] Fontanive C, Biller B, Bonavita M, et al. *MNRAS*, 2018, 479: 2702
- [118] Batten A H. *Binary and Multiple Systems of Stars*. New York: Pergamon Press, 1973: 51
- [119] Latham D W. *Spectroscopically and Spatially Resolving the Components of the Close Binary Stars*, 2004, 318: 276
- [120] Stryker L L, Hesser J E, Hill G, et al. *PASP*, 1985, 97: 247
- [121] Norris J. *ApJS*, 1986, 61: 667
- [122] Fischer D A, Valenti J. *ApJ*, 2005, 622: 1102
- [123] Reid I N, Gizis J E. *AJ*, 1997, 114: 1992
- [124] Rastegaev D A, Balega Y Y, Malogolovets E V. *Astrophysical Bulletin*, 2007, 62: 235
- [125] Jao W C, Mason B D, Hartkopf W I, et al. *AJ*, 2009, 137: 3800
- [126] Gizis J E, Reid I N. *PASP*, 2000, 112: 610
- [127] Riaz B, Gizis J E, Samaddar D. *ApJ*, 2008, 672: 1153
- [128] Ziegler C, Law N M, Baranec C, et al. *ApJ*, 2015, 804: 30
- [129] Zhang Z H, Pinfield D J, Burningham B, et al. *MNRAS*, 2013, 434: 1005

- [130] Chiba M, Beers T C. *AJ*, 2000, 119: 2843
- [131] Grether D, Lineweaver C H. *ApJ*, 2007, 669: 1220
- [132] Köhler R, Petr-Gotzens M G, McCaughrean M J, et al. *A&A*, 2006, 458: 461
- [133] Kaib N A, Raymond S N, Duncan M. *Nature*, 2013, 493: 381
- [134] Sterzik M F, Durisen R H. *A&A*, 1998, 339: 95
- [135] Abt H A. *AJ*, 2008, 135: 722
- [136] Jiang Y F, Tremaine S. *MNRAS*, 2010, 401: 977
- [137] Abadi M G, Navarro J F, Steinmetz M. *MNRAS*, 2006, 365: 747
- [138] Mallik S V. *A&AS*, 1997, 124: 359
- [139] Alloin D, Bica E. *A&A*, 1989, 217: 57
- [140] Zhou X. *A&A*, 1991, 248: 367
- [141] Gray R O, Corbally C J. *Stellar Spectral Classification*. Corbally: Princeton University Press, 2009
- [142] Morgan W W, Keenan P C, Kellman E. *An Atlas of Stellar Spectra—with an Outline of Spectral Classification*. Chicago: The University of Chicago Press, 1943
- [143] Boeshaar P C. *The Spectral Classification of M-dwarf Stars*. Columbus: Ohio State University, 1976
- [144] Burgasser A J, Kirkpatrick J D. *ApJ*, 2006, 645: 1485
- [145] Woolf V M, Lépine S, Wallerstein G. *PASP*, 2009, 121: 117
- [146] Lépine S, Hilton E J, Mann A W, et al. *AJ*, 2013, 145: 102
- [147] Rajpurohit A S, Reylé C, Allard F, et al. *A&A*, 2016, 596: A33
- [148] Morgan W W. *ApJ*, 1938, 87: 589
- [149] Kuiper G P. *ApJ*, 1942, 95: 201
- [150] Hamilton D, Stauffer J R. *AJ*, 1993, 105: 1855
- [151] Bai Y, Luo A L, Comte G, et al. *Research in Astronomy and Astrophysics*, 2016, 16: 107
- [152] Kirkpatrick J D, Reid I N, Liebert J, et al. *ApJ*, 1999, 519: 802
- [153] Kirkpatrick J D, Looper D L, Burgasser A J, et al. *ApJS*, 2010, 190: 100
- [154] Spagna A, Lattanzi M G, Re Fiorentin P, et al. *A&A*, 2010, 510: L4
- [155] Burrows A, Sudarsky D, Sharp C, et al. *Brown Dwarfs and Extrasolar Planets*, 1998, 134: 354
- [156] Woolf V M, Wallerstein G. *Cosmic Abundances as Records of Stellar Evolution and Nucleosynthesis*, 2005, 336: 375
- [157] Frebel A, Aoki W, Christlieb N, et al. *Nature*, 2005, 434: 871
- [158] Caffau E, Bonifacio P, François P, et al. *Nature*, 2011, 477: 67
- [159] Bowler B P, Liu M C, Cushing M C. *ApJ*, 2009, 706: 1114
- [160] Murray D N, Burningham B, Jones H R A, et al. *MNRAS*, 2011, 414: 575
- [161] Pinfield D J, Burningham B, Lodieu N, et al. *MNRAS*, 2012, 422: 1922
- [162] Bochanski J J, West A A, Hawley S L, et al. *AJ*, 2007, 133: 531
- [163] Kirkpatrick J D, Schneider A, Fajardo-Acosta S, et al. *ApJ*, 2014, 783: 122
- [164] Kurucz R L. *PhD Thesis*. Boston: Harvard University, 1973
- [165] Castelli F, Kurucz R L. *A&A*, 2004, 419: 725
- [166] Gustafsson B, Bell R A, Eriksson K, et al. *A&A*, 1975, 42: 407
- [167] Gustafsson B, Edvardsson B, Eriksson K, et al. *A&A*, 2008, 486: 951
- [168] Allard F, Hauschildt P H. *ApJ*, 1995, 445: 433
- [169] Asplund M, Grevesse N, Sauval A J, et al. *ARA&A*, 2009, 47: 481
- [170] Mould J R. *A&A*, 1975, 38: 283
- [171] Mould J R. *ApJ*, 1976, 210: 402
- [172] Kurucz R L. *SAO Special Report*, 1970, 309: 309
- [173] Tsuji T. *PASJ*, 1966, 18: 127
- [174] Tsuji T. *A&A*, 1973, 23: 411
- [175] Böhm-Vitense E. *Zeitschrift für Astrophysik*, 1958, 46: 108
- [176] Allard F. *PhD Thesis*. Lyon, France: Centre de Recherche Astrophysique de Lyon, 1990

- [177] Kirkpatrick J D, Henry T J, Liebert J. *ApJ*, 1993, 406: 701
- [178] Allard F. *ASP Conference Series*, 1994, 64: 542
- [179] Davis S P, Littleton J E, Phillips J G. *ApJ*, 1986, 309: 449
- [180] Brett J M. *MNRAS*, 1989, 241: 247
- [181] Brett J M. *A&A*, 1990, 231: 440
- [182] Hauschildt P. *Non-LTE Modellatmosphären für Novae und Supernovae*. Heidelberg, Germany: Heidelberg University, 1991: 119
- [183] D'Antona F, Mazzitelli I. *ApJ*, 1985, 296: 502
- [184] D'Antona F. *ApJ*, 1987, 320: 653
- [185] Saumon D, Chabrier G, van Horn H M. *ApJS*, 1995, 99: 713
- [186] Hauschildt P H, Allard F, Alexander D R, et al. *ApJ*, 1997, 488: 428
- [187] Allard F, Hauschildt P H, Alexander D R, et al. *ApJ*, 2001, 556: 357
- [188] Chabrier G, Baraffe I, Allard F, et al. *ApJ*, 2000, 542: 464
- [189] Baraffe I, Chabrier G, Barman T S, et al. *A&A*, 2003, 402: 701
- [190] Hauschildt P H, Baron E. *Journal of Computational and Applied Mathematics*, 1999, 109: 41
- [191] Allard F. *Highlights of Astronomy*, 2010, 15: 695
- [192] Allard F, Homeier D, Freytag B. *ASP Conference Series*, 2011, 448: 91
- [193] Allard F, Homeier D, Freytag B. *Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series A*, 2012, 370: 2765
- [194] Barber R J, Tennyson J, Harris G J, et al. *MNRAS*, 2006, 368: 1087
- [195] Caffau E, Ludwig H G, Steffen M, et al. *Sol Phys*, 2011, 268: 255
- [196] Allard F, Homeier D, Freytag B. *Mem Soc Astron Italiana*, 2013, 84: 1053
- [197] Allard F, Homeier D, Freytag B, et al. *Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplementi*, 2013, 24: 128
- [198] Allard F, Homeier D, Freytag B. *Astronomical Society of India Conference Series*, 2014, 11: 33
- [199] Allard F. <http://sf2a.eu/proceedings/2016/2016sf2a.conf..0223A.pdf>
- [200] Baraffe I, Homeier D, Allard F, et al. *A&A*, 2015, 577: A42
- [201] Husser T O, Wende-von B S, Dreizler S, et al. *A&A*, 2013, 553: A6
- [202] Ludwig H G, Freytag B, Steffen M. *A&A*, 1999, 346: 111
- [203] Rajpurohit A S, Reylé C, Allard F, et al. *A&A*, 2013, 556: A15
- [204] Rajpurohit A S, Allard F, Rajpurohit S, et al. *A&A*, 2018, 620: A180
- [205] Passegger V M, Wende-von Berg S, Reiners A. *A&A*, 2016, 587: A19
- [206] Plez B. *A&A*, 1998, 337: 495
- [207] Yurchenko S N, Barber R J, Tennyson J. *MNRAS*, 2011, 413: 1828
- [208] Allard F, Allard N F, Homeier D, et al. *A&A*, 2007, 474: L21
- [209] Baraffe I, Chabrier G, Allard F, et al. *A&A*, 1998, 337: 403
- [210] Veyette M J, Muirhead P S, Mann A W, et al. *ApJ*, 2016, 828: 95
- [211] Mann A W, Feiden G A, Gaidos E, et al. *ApJ*, 2015, 804: 64
- [212] Asplund M. *American Institute of Physics Conference Series*, 2014, 1632: 58
- [213] Ludwig H G, Steffen M. *Astronomische Nachrichten*, 2016, 337: 844
- [214] Chiavassa A, Caldas A, Selsis F, et al. *A&A*, 2017, 597: 94
- [215] Hauschildt P H, Baron E. *A&A*, 2014, 566: A89
- [216] Boyajian T S, von Braun K, van Belle G, et al. *ApJ*, 2012, 757: 112
- [217] van Belle G T, von Braun K. *ApJ*, 2009, 694: 1085
- [218] Jones H. *The Observatory*, 1996, 116: 62
- [219] Valenti J A, Piskunov N, Johns-Krull C M. *ApJ*, 1998, 498: 851
- [220] Zboril M, Byrne P B. *MNRAS*, 1998, 299: 753
- [221] Reiners A. *Astronomische Nachrichten*, 2005, 326: 930

Research Development of Red Subdwarfs

ZHANG Shuo^{1,2}, LUO A-li^{1,2}

(1. Key Laboratory of Optical Astronomy, Chinese Academy of Sciences, Beijing 100101, China;
2. University of Chinese Academy of Sciences, Beijing 100049, China)

Abstract: Red subdwarfs are metal-poor very low mass stars (VLMs) with the mass of $0.5M_{\odot}$ to $0.08M_{\odot}$ and lifetime longer than the Hubble time. They are supposed to be able to provide crucial information for star formation and metal enrichment history of the Milky Way. Differing from the red dwarfs which are the most dominant members of the Milky Way, red subdwarfs are rare in the solar neighborhood, and they have kinematic properties associated with halo and thick disk. These low mass stars are named as subdwarfs because they are located under the dwarfs of the main sequence on the $H-R$ diagram. In addition, the large proper-motions and characteristic spectral features of red subdwarfs can help distinguish them from red dwarfs. In the optical band, the spectrum of a subdwarf is dominated by the oxide (such as TiO and VO) and hydride (such as CaH). According to the spectral morphology and molecular bands, red subdwarfs can be divided into several spectral types and metallicity subclasses. The masses of the coolest subdwarfs are close to the hydrogen burning limit. A subdwarf with the lowest mass may be a star or a young brown dwarf. Historical background and frontier knowledge of the studies of red subdwarfs are introduced. The recent development of red subdwarf researches is summarized, including samples, kinematic properties, atmospheric parameter estimates, mass and temperature ranges, activity analysis, and the multiplicity. Besides, the importance of the spectral analysis method in the study of subdwarfs is discussed in detail. Finally, the method of classification of subdwarfs based on spectral features and the way to use the latest stellar atmospheric model to estimate the atmospheric parameters of red subdwarfs are introduced.

Key words: very low mass star; red subdwarf; spectral classification; stellar atmospheric model