

doi: 10.3969/j.issn.1000-8349.2013.01.02

褐矮星的观测特征和搜寻

王有芬^{1,2}, 邵正义^{1,3}

(1. 中国科学院 上海天文台 星系与宇宙学重点实验室, 上海 200030; 2. 中国科学院大学, 北京 100049; 3. 上海市天体物理重点实验室, 上海 200234)

摘要: 褐矮星是亚恒星天体, 内核没有稳定的氢燃烧, 其质量一般在 13 至 75 倍木星质量之间。本质上, 褐矮星的内核物理演化过程不同于行星和恒星, 观测上我们根据褐矮星不同于行星和恒星的测光和光谱特征来区别证认它们。由于质量小、温度低, 在光学波段, 它们测光特征表现为光度暗, 颜色红; 在近红外波段, 受大气尘埃、金属丰度等影响, 它们有不同寻常的星等、颜色。根据褐矮星的光谱形态与特征谱线, 它们可以被分为 M、L、T 和 Y 矮星。现在已发现的全部 T 与 Y 矮星都是褐矮星, 但不是所有的 M 与 L 矮星都是褐矮星。介绍了 L、T 和 Y 矮星的特征吸收线和光谱分类方法, 回顾了早期在星团和双星系统中褐矮星的搜寻, 以及现阶段用大视场、长波段深度巡天数据在近邻场区中褐矮星的搜寻。对目前已发现的晚型 M 和 L、T、Y 矮星的总数目、温度范围、距离及测量其年龄的方法等做了小结。最后讨论了如何判断 L 矮星是否为褐矮星, 重力、金属丰度和大气尘埃对近红外波段光谱形状的影响, 光谱型-J 波段绝对星等图上 L、T 交接处“大鼓包”的形成原因等热点问题。

关键词: L、T、Y 矮星; 褐矮星; 极冷矮星; 谱指数

中图分类号: P145.2 **文献标识码:** A

1 引 言

褐矮星的质量小于恒星的质量下限而大于行星质量上限, 其内核没有稳定的氢燃烧。褐矮星的概念首次由 Kumar 于 1963 年提出^[1]。他对低质量星体的数值模拟表明, 若质量小于某一阈值, 其内核的温度将不能达到维持稳定氢聚变反应需要的温度, 因此不会像恒星一样进入主序阶段。这类天体和恒星有相似的形成过程但又不是恒星, 当时 Kumar 称其为“黑矮星”, 现在我们称之为褐矮星。

褐矮星和气态巨行星的区别在于: 行星中没有任何核聚变反应, 其内部能量完全是由引力坍缩提供的, 而褐矮星内部在某些阶段会发生核聚变。因此, 理论上可以计算出褐矮星的质量下限为 13 倍的木星质量。质量高于这个下限, 就可以点燃氘, 由此产生的能量暂时可以

收稿日期: 2012-08-07; 修回日期: 2012-11-29

资助项目: 国家自然科学基金(10973028, 10833005, 10878003); 创新群体项目(10821302); 973 项目(2007CB815402/403)

用来抵御星体进一步坍缩；但是氦很快就会消耗完。如果星体的质量超过了 60 倍的木星质量，则坍缩后的中心温度可以使天体内核发生锂核和质子聚变生成氦核的反应（锂燃烧）；同样，星体中原本少量的锂很快耗尽。质量最大的那些褐矮星可能会在内核点燃氢，但是由于自引力仍然不够强大，氢燃烧产生的能量被“喷溅”散发，使内核温度下降，氢燃烧很快会熄灭。具有太阳金属丰度的星体，为了束缚住氢燃烧产生的能量从而维持稳定的氢燃烧，其质量至少为木星的 75 倍。而对于零金属丰度的褐矮星，这个质量上限将提高至 90 倍的木星质量^[2]。在氦和可能的锂聚变反应完成之后，褐矮星在引力作用下继续坍缩，当它的密度达到一定程度后气体开始简并，直至形成一个靠气体的电子简并压维持引力平衡的暗冷天体，它的表面温度逐渐下降。

褐矮星普遍存在于薄盘、厚盘和晕中，其空间数密度超过了恒星，能用于探索其所在星团最低质量恒星的形成。大量的褐矮星数据还有助于改进低质量端的质量函数^[18]。褐矮星的存活时间长，自“出生”起稳定地变冷、变暗，也是理想的天然计时器^[19]。此外，褐矮星是连接最小质量的恒星和最大质量行星的桥梁，它们和气态巨行星的质量、大小、大气性质和形成方式等方面都有相似之处^[19]。而且，褐矮星比系外行星更容易被观测到，它们可以为大气模型的透明度、动力学等提供限制，有助于研究热行星大气性质^[20]。

褐矮星在诞生的时候最亮，之后一直不断地变冷变暗，所以对于观测来说是一个挑战。自 1963 年 Kumar^[1] 从理论上预言了褐矮星的存在，天文学家就不断地尝试寻找褐矮星，然而前期的搜寻多以失败告终。20 世纪 80 年代中后期，天文学家几次找到了褐矮星候选体，最终却都未能证实。如 McCarthy 等人^[3] 1985 年报告他们发现了 VB8 的伴星可能是褐矮星；Becklin 和 Zuckerman^[4] 1988 年发现了一颗白矮星的伴星 GD 165B，Kirkpatrick 等人^[5] 1999 年指出它可能是褐矮星；Latham 等人^[6] 1989 年在视向速度巡天中发现 HD 114762 的伴星，估计其质量为 11 倍木星质量，难以断定是褐矮星还是行星；等等。20 世纪 90 年代初，有几个旨在搜寻褐矮星的对年轻星团和恒星形成区的巡天，也发现了一些褐矮星候选体，但最后有些被证明是背景恒星，有些仍不能确定它们就是褐矮星^[7-10]。1995 年是突破性的一年，Rebolo 等人在年轻星团——昴星团 (Pleiades) 中发现第一颗褐矮星 Teidel^[11]，同年发现的 Gl 229B^[12] 是在一次对近邻 (8 pc 以内) 低质量年轻恒星的巡天发中发现的。Gl 229B 的光度很低，当时更广泛地为天文界所接受，是第一颗“毫无争议的褐矮星”。

根据褐矮星的光谱形态和特征吸收线，褐矮星可以分为 M 型、L 型、T 型和 Y 型。1995 年第一颗褐矮星被发现以后，更多的褐矮星陆续被发现。因为有些褐矮星的光谱显示出不同于之前建立的 O-M 光谱型的光谱特征，天文学家为它们建立了新的光谱型序列 L、T、Y，这些光谱型比 M 矮星更晚。仅从光谱型来分类，晚于 M7 的矮星都被称作极冷矮星^[13]。从其物理本质上说，极冷矮星包括低质量恒星、褐矮星和系外行星^[14]。不是所有的 M、L 矮星都是褐矮星，通过理论模型的研究可知：部分晚型 M (一般晚于 M7)^[15]、大部分 L、全部的 T 以及已发现的全部 Y 矮星^[17] 是褐矮星。早型至中型 L 矮星中既有低质量恒星也有褐矮星，而晚型 L 矮星大都是褐矮星^[16]。褐矮星的物理特征是内核没有稳定的核聚变，这一性质直接与质量相关；而 LTY 等矮星是根据其观测特征——光谱形态，来分类和定义。由于在目前已确认的褐矮星中，只包含极少数的晚型 M 矮星，因此，本文着重讨论 L、T、Y 型褐矮星。

本文第二章介绍 L、T、Y 矮星在光学和近红外波段的光谱特征和光谱分类的方法, 以及它们在中红外波段的光谱特征; 第三章介绍早期在星团和双星系统中对褐矮星的搜寻, 以及近期利用大视场、长波段深度巡天数据在近邻场区中的搜寻; 第四章讨论了褐矮星证认的相关问题, 以及重力、金属丰度和尘埃对近红外光谱形状的影响, 光谱型-J 波段绝对星等图上 L、T 交接处“大鼓包”的形成原因, 双星系统中的褐矮星和 L 亚矮星等问题; 第五章进行简单的总结与展望。

2 L、T、Y 矮星的光谱特征和光谱分类

褐矮星之所以作为新的不同于恒星的概念被提出, 是因为它的质量介于最大质量的行星和最小质量的恒星之间, 其内部物理演化过程不同于恒星, 而我们根据其观测特征来区分出这类不同于行星和恒星的天体。为了更好地了解褐矮星的观测特征, 从而帮助理解第三章中介绍的搜寻和证认褐矮星的过程, 我们简要介绍 L、T、Y 矮星的分类方案。L、T 和 Y 矮星是比 M 矮星温度更低的矮星, 对它们的定义、分类源于对褐矮星的搜寻, 第一次被正式定义与分类是在第一颗褐矮星被发现后第四年^[21]。1988 年在一次寻找褐矮星的近红外观测中发现了一颗距离约为 32 pc 的白矮星的伴星 GD 165B, 其光谱特征与正常的 M 矮星不符^[4]。几年之后发现的 G1 229B^[12], 其光谱的 H、K 波段出现了清晰的甲烷分子吸收线, 与行星的光谱十分类似。随后几年, 天文学家发现了更多天体其特征谱线与 M 矮星不同。为描述这类矮星, 天文学家增补了新的光谱型序列: L、T、Y。GD 165B 和 G1 229B 分别是第一颗被发现的 L 矮星和 T 矮星, 而第一批 Y 矮星 (6 颗) 则于 2011 年在 WISE(大视场红外巡天探测器) 巡天数据中被发现^[17]。

2.1 MK 恒星光谱分类系统及其低温端拓展

恒星的光谱分类沿用的是 1943 年 Morgan 等人^[22]建立的二维 MK 光谱分类系统。从 O 型到 M 型恒星, 其质量和表面温度单调减小, 这种单调变化也反映在各光谱型的特征吸收线上。从 O 到 F 型星, 其光谱特征由离子吸收线变为中性原子吸收线; G 型星以后至 M 型星, 光谱中出现了分子线。M 型星的特征吸收线为 TiO 和 VO。GD 165B 和 G1 229B 以及一批类似矮星没有 TiO 和 VO 吸收线, 不同于 O-M 中的任何谱型, 这表明它们是比 M 矮星更冷的天体, 需要建立新的光谱型序列来描述它们。Kirkpatrick 等人^[21]经过充分考虑, 选取了 L、T、Y 这三个字母作为新光谱型的名字。这三个字母并没有特定的物理意义, 只是因为它们没有和其它已知的光谱型名字重合, 也没有跟天体物理领域的其他字意相混淆^[21]。这种命名已经被天文界广泛接受和使用。

新光谱型 L、T、Y 沿用了 MK 光谱分类系统的准则: 1) 仅用可观测的光谱特征确定恒星光谱型, 没有先验地加入物理特性; 2) 在为标准星进行分类时, 使用合适分辨率 (低分辨率 $R < 5000$ 、中分辨率 $5000 < R < 20000$) 的光谱, 既使得决定光谱型的谱线清晰可辨, 又适用于暗星的观测; 3) 标准星确定好以后, 将目标星的光谱与之比较, 从而确定其光谱型。基于拓展的 MK 光谱分类系统, GD 165B 和 G1 229B 根据近红外光谱分别被划分为 L3^[23](光学波段

为 L4^[21]) 和 T7p^[24] (p 表示异常)。

L、T 和 Y 矮星在划分亚类时参考了一个被称做谱指数的参数 (特征线与其附近连续谱的流量比, 或长波段与短波段的流量比)。其定义如下:

$$index = \frac{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} f_{\lambda} d\lambda}{\int_{\lambda_3}^{\lambda_4} f_{\lambda} d\lambda} \quad (1)$$

比如, 用 8153.0~8163.0 Å 与 8178.3~8188.3 Å 的流量比来表征 Na 原子吸收线 (8183.8 Å) 之间的强弱; 而 9675.0~9875.0 Å 与 7350.0~7550.0 Å 之间的流量比则反映了红化程度^[21], 也称为红化指数。通常, 在光谱分类时会综合考虑多个谱指数。

其他由非 MK 分类系统精神指导的分类方案很少被用到, 如 Basri 等人^[15]在其分类系统中融入了物理意义, 而 Martin 等人^[25]的方案则用单一的指数作为分类的标准。

2.2 L、T 矮星的光学波段光谱特征与分类

与 M 矮星相比, L 矮星的光学波段光谱中的 VO 线较弱, TiO 线消失。其特征谱线为中性碱金属原子吸收线, 如: KI、NaI、RuI 和 CsI 线; 金属氢化物吸收线, 如: FeH、CrH 和 CaH 线。一定质量和年龄范围内的 L 矮星会有 LiI 线, 晚型 L 矮星中还有水分子线。T 矮星光谱的显著特征是强水分子 (H₂O) 线, 可能的弱甲烷分子 (CH₄) 线, 压力致宽的 KI、NaI 双线, 窄 RuI、CsI 线, 以及弱 FeH、CrH 和 CaH 线。图 1 展示早型 L 到晚型 T 的光学波段光谱: M 矮星中特别显著的 VO 和 TiO 吸收线到中型 L 开始减弱消失, 而中性的 NaI 和 KI 吸收线变得非常强, 金属氢化物 MgH、CaOH、CrH 和 FeH 的吸收线相比早型 L 矮星也有所增强; 到了晚型 L 和早型 T 矮星, 水分子的吸收线增强, 中性碱金属的吸收线依然很强, 金属氢化物的吸收线则大大地减弱; 对于晚型 T 矮星, KI 和 NaI 的吸收线因达到饱和而变得非常宽, 水分子线也很强, 是主要的吸收体, 这些吸收线使得 7000 Å 处光谱的流量很低。根据 Kirkpatrick 等人 2005 年的工作^[16], 我们将早型 L 到晚型 T 矮星在光学波段的特征吸收线总结在表 1 中。

表 1 L/T 矮星光学波段光谱特征^[16]

特征吸收线 (带)	早型 L	中型 L	晚型 L	早型 T	中型 T	晚型 T
中性碱金属 (NaI, KI, RbI, CsI)	突出	NaI, KI 大大增强	强	强	强	NaI, KI 饱和
金属氧化物如 TiO 和 VO	有	变弱或消失	消失	消失	消失	消失
金属氢化物 (MgH, CrH, FeH, CaOH)	显著	增强	强	减弱	减弱	减弱
水分子 H ₂ O	-	-	增强	增强	增强	非常强
甲烷分子 CH ₄	-	-	-	-	-	-

说明: 符号“-”表示“无”或“不显著”。

Kirkpatrick 等人^[21]1999 年第一次提出了 L 光谱型亚类的定量分类方案。他们用光学光谱证认了 25 颗 L 矮星, 为了应对以后出现更红的 L 矮星, 把当时已发现的最冷的天体定为 L8, 并选择了 9 颗标准星 (见引文 [21] 表 6), 根据特征谱线的强弱将它们划分为亚类 L0-L8。他们还发现 Gl 229B 光谱中有甲烷分子的吸收线, 指出它应为 T 矮星。Kirkpatrick 等人具体

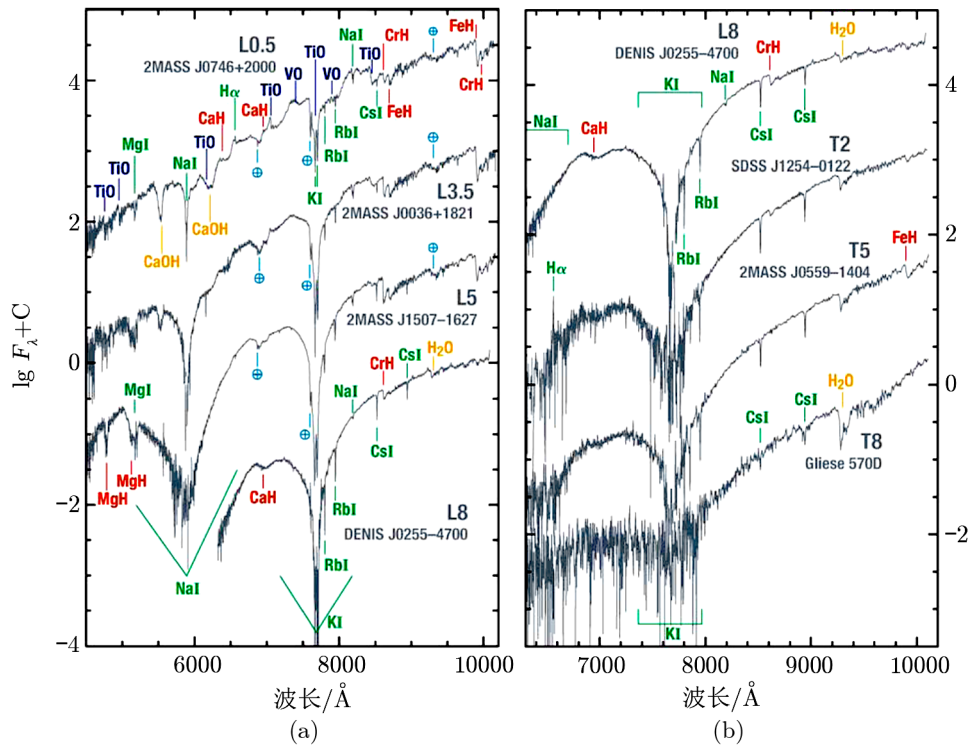


图 1 从早型 L 到晚型 T 共 8 条分辨率约 1000 的高信噪比光谱^[16]

(a) 波长范围为 4500~10100 Å; (b) 波长范围为 6300~10100 Å。碱金属和其他原子的吸收线用绿颜色标出, 氧化物用蓝色标出, 氢化物吸收带用红色表示, CaOH 和 H₂O 吸收带用橙色表示。L0.5、L3.5 和 L5 光谱的大气吸收线用青色 ⊕ 符号表示。

的量化方案如下: 考察、挑选 L 矮星 6500~10000 Å 之间随光谱型单调变化的谱指数 (引文 [21] 表 7), 如, 表征特征线强弱的氢化铬 CrH、铷氧化钛 (Rb/TiO) 以及表征红化程度 (如 9675.0~9875.0 Å 与 7350.0~7550.0 Å 的流量比) 的谱指数; 通过比较目标星和标准星的谱指数, 将几个谱指数所得到的光谱型的中位值作为最后的光谱型。

T 型矮星温度更低, 其能量辐射在光学波段比较弱, 光谱信噪比低, 所以其光学波段的光谱分类标准的制定晚于近红外波段。2003 年, Burgasser 等人^[26] 计算了 6300~10200 Å 范围内 T 矮星特征线, 如 CsI、FeH、CrH 和 H₂O 线及红化指数等共 20 个谱指数, 确定了 9 颗标准星 (T0~T8), 并为 13 颗 T 矮星进行了光谱分类。而且, 他们发现对同一颗 T 矮星, 光学波段的分类与近红外的分类基本一致, 其亚类误差约为 ±1。

Kirkpatrick 等人 1999 年对 L 矮星和 Burgasser 等人 2003 年对 T 矮星的光学光谱分类方案被广泛接受和使用。由于 Y 矮星在光学波段的辐射更弱, 所以目前还没有关于 Y 矮星各亚类的光学光谱分类研究。

2.3 L、T、Y 矮星的近红外光谱特征与分类

在近红外波段, 晚型 M 和早型 L 矮星的光谱特征是强 H₂O、FeH 和 CO 的吸收带以及

中性原子 NaI、FeI、KI、AlI 和 CaI 吸收线。而 CH₄ 吸收线则是 T 矮星的标志，它在早型 T 中出现，与 H₂O 吸收线一样，随光谱型变晚不断增强。到了晚型 T，CH₄ 和 H₂O 吸收线非常强，形成明显的吸收带，以至于在 H 到 K 波段的连续谱上，出现了残留在 1.08、1.27、1.69 和 2.08 μm 处的流量峰，见图 2。晚于 T8 的 T 矮星的 2.08 μm 流量峰因 H₂ 的碰撞吸收而变得更平。

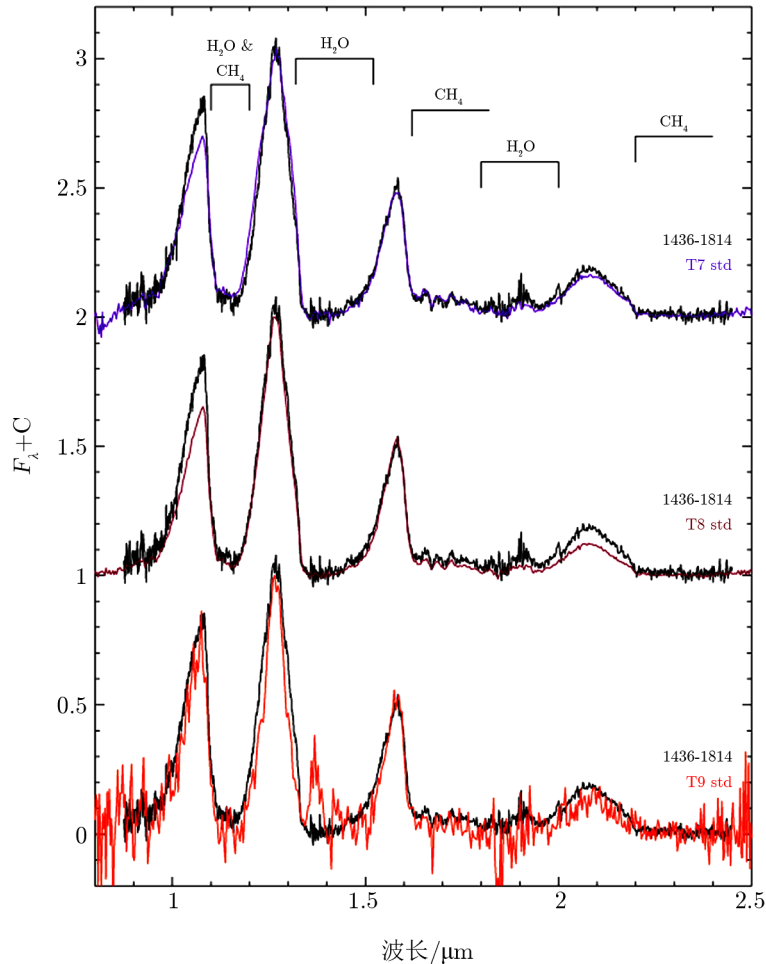


图 2 T7(紫色)、T8(紫红色)、T9(红色) 标准星及一颗待分类的 T 矮星 WISEPAJ143602.19-181421.8(黑色, 即图上所标的 1436-1814) 的 Y、J、H、K 波段的光谱^[27]。

这些光谱分辨率约在 130~500。T 矮星主要的特征 CH₄、H₂O 吸收带已被标出。对比这几颗标准星的光谱，1436-1814 的 J、H 波段与 T8 光谱符合得很好，但是 Y 波段流量比 T8 强，K 波段比 T8 弱。这颗 T 矮星被划分为 T8p(p 表示异常)。1436-1814 异常的光谱可能是由于贫金属丰度引起的^[27]。

Cushing 等人^[17] 2011 年发现的 Y 矮星在近红外波段有 NH₃ 线，由于对 Y 矮星的观测数据比较少，其他的光谱特征目前只能由模型预言。Kirkpatrick^[28] 于 2008 年总结了 Burrows 模

型光谱^[29]所预言的 Y 矮星的特征: 在光学红端和近红外, NH_3 线开始出现 (约 600 K 或以下), 碱金属线消失 (500 K 或以下), J-K 颜色偏蓝的趋势停止 (约 350 K), K 波段流量不再持续减小 (350 K 以下)。根据 Kirkpatrick 等人 2005 年^[16]和 2008 年^[28]的工作, 我们将 L、T、Y 矮星近红外光谱的特征线细节总结在表 2。

表 2 L、T、Y 矮星近红外波段光谱特征^[16, 28]

特征吸收线 (带)	早型 L	中型 L	晚型 L	早型 T	中型 T	晚型 T	早型 Y
中性原子 (NaI, Fe, KI, Al, Ca)	突出	NaI, KI 增强	强	强	强	NaI, KI 饱和	-
水分子 H_2O	强	强	强	增强	增强	非常强	非常强
金属氢化物 (FeH)	显著	强	强	减弱	减弱	减弱	-
金属氧化物 (CO)	显著	强	强	减弱	减弱	减弱	-
甲烷分子 (CH_4)	-	-	-	有	增强	非常强	非常强
氨分子 (NH_3)	-	-	-	-	-	-	有

近红外光谱具体的亚类分类方案与光学波段大同小异, 不同作者提出的方案之间通常只是所用的谱指数有所变化。Burgasser 等人^[30]2002 年首次用 1~2.5 μm 光谱对 20 多颗 T 矮星进行了分类。他们考察这些矮星归一化的光谱, 根据 1.6 与 2.2 μm 处 CH_4 , 1.15 与 1.4 μm 处 H_2O 吸收带的强弱以及近红外波段流量峰的形状, 把形态相似的光谱归为同类; 然后, 选取其中 7 颗 (T1-T8, 不包括 T4) 最亮的、非特殊光谱型的矮星作为标准星; 在将其他目标星和标准星比较时, 他们选取了随光谱型单调变化谱指数, 如 1.4 μm 处的水分子线 H_2O 、1.3 μm 处甲烷分子 CH_4 的谱指数, 表征近红外红化程度的谱指数 (1.5~1.75 μm 与 1.2~1.325 μm 的流量比), 表征 K 波段流量峰形状的谱指数 (2.10~2.12 μm 与 2.06~2.08 μm 的流量比), 并用这些谱指数所得到光谱型的平均值来标定目标星。几乎同时, Geballe 等人^[31]考察并计算了 27 颗 L、T 矮星 0.65~2.5 μm 波长范围内的 H_2O 、 CH_4 吸收线的谱指数和近红外波段红化指数, 为它们进行光谱分类。他们的工作中包含了更冷的 L 矮星, 使 L 矮星序列从 L0-L8 扩展到了 L9.5。除了所用的谱指数与 Burgasser 等人不同外, Geballe 等人的工作中也并没有明确地选择标准星, 而是确定了最早型和最晚型矮星, 指定了谱指数值的范围所应属于的亚类。Kirkpatrick 和 Geballe 所得结果基本一致, 对同一颗 T 矮星, 两种方法的误差仅为 ± 0.5 个亚类。

Burgasser 等人^[24]2006 年统一并改进了 T 矮星的近红外光谱分类方案: 包括选取了更多的 T 矮星样本, 选择标准星的过程更严格, 改进了几个谱指数 (细节见引文 [24] 表 3) 以及最后根据谱指数划分亚类时处理得更加细致。此后, 该方案被广泛接受和使用。

Warren 等人^[32]2007 年率先发现了晚于 T8 的 T 矮星, 其谱指数、有效温度和 J、H 波段的较窄流量峰都显示它应该晚于 T8, 于是将它定为 T8.5。2008 年, Delorme 等人^[33]和 Burningham^[34]先后发现了 T9 矮星。2010 年 Lucas 等人^[35]发现了一颗 T9+ (2011 年它被 Cushing 等人^[17]定义为 T9 标准星来对比研究 Y 矮星)。他们没有将这些晚于 T8 的矮星归为 Y 矮星, 因为在它们的 H 波段光谱中没有发现明显的 NH_3 吸收线。

直到 2011 年, Cushing 等人^[17]用 WISE 的测光数据获得了 Y 矮星候选体。经过进一步光谱证认, 他们第一次发现了 6 颗 Y 矮星。图 3 展示了这些 Y 矮星近红外波段低分辨率 (从上

面数第二条光谱 $R \approx 2500$, 其他光谱 $R \approx 150 \sim 350$) 光谱。所有这些 Y 矮星在近红外 J 波段流量峰都很窄, 有非常强的 H_2O 和 CH_4 吸收线, 表明它们晚于 T9。另外在 H 波段, 流量峰不对称地变窄, 即 H 波段的蓝翼明显低于 T9 矮星的流量, Cushing 等人试探性地指出此处出现了 NH_3 吸收线 (约为 $1.5 \mu m$), 但是要单独分辨出清晰的氨分子吸收线, 需要更高分辨率的光谱。其中四颗为 Y0 (WISEPJ1738+2732 被定为标准 Y0 矮星), 一颗为 Y0p, 另一颗晚于 Y0 (其归一化的光谱 J、H 波段流量峰高度几乎相同, J-H 颜色偏红, 这正是理论模型所预言的 Y 矮星的特点)。鉴于已知的 Y 矮星数目极少, 晚于 Y0 的 Y 矮星亚类划分无法进行。

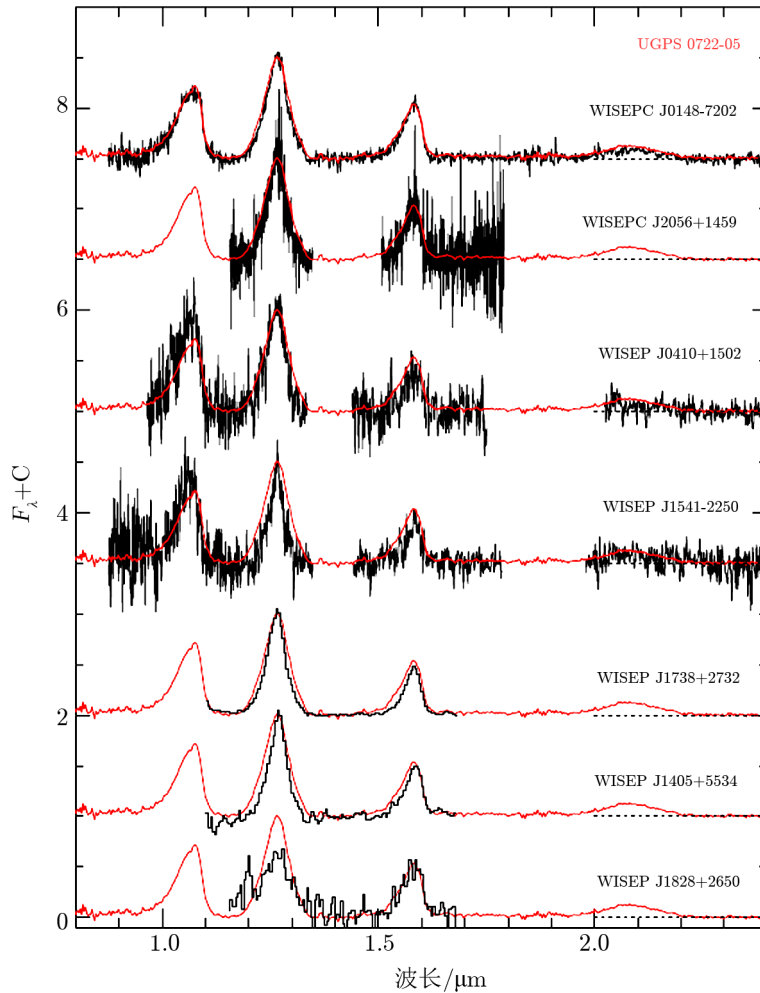


图 3 7 颗 Y 矮星候选体的近红外低分辨率光谱^[17]

红线所示为 Lucas 等人^[35] 2010 年发现的一颗 T9, 黑线所示为 WISE 的褐矮星候选体。除了最上面的 WISEPC J0148-7202, 其余 6 颗均有明显的 NH_3 吸收线, H 波段处的流量峰因此变窄、变低。最下面的那颗 Y 矮星的 J、H 波段的流量峰高度几乎相等, 其光谱型应该晚于 Y0。

2.4 L、T 矮星的中红外光谱特征

更长波段所获得的光谱观测数据很少, 对极冷矮星进行独立的光谱分类尚不可行。目前仅有的几颗 L、T 矮星的中红外 (3.4~4.9 μm) 光谱表明 (见图 4), 从中型 L 开始, 3.3 μm 处出现 CH_4 吸收带, 到了晚型 L, 此 CH_4 吸收带向两边变宽 (与 No11 等人 2000 年预言的 P 分支与 R 分支吻合); 中-晚型 T 矮星 (如: Gl 229B, T6.5) 的甲烷吸收线在 3.1~4.0 μm 处形成巨大的吸收谷, 在 4.7 μm 处还有 CO 吸收带。斯必泽 (Spitzer) 红外空间望远镜发射成功后, 获得了一些 L、T 矮星更长波段的光谱。Kirkpatrick 等人 2005 年^[16]的工作中 (见图 4) 展示了 5~14 μm 范围内 M、L、T 矮星的斯必泽中红外光谱: M 矮星的主导特征是 5.5 和 6.5 μm 处 H_2O 吸收带; 晚型 L 矮星相同位置 H_2O 吸收带增强, 7.8 μm 处出现 CH_4 吸收带; T 矮星 H_2O 和 CH_4 吸收带都变得更宽, 在约 11 μm 处有 NH_3 吸收带。

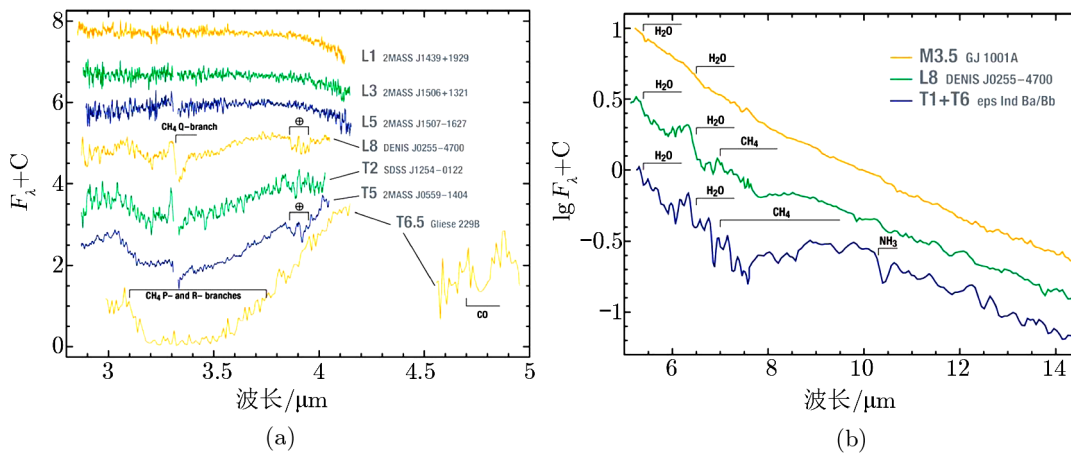


图 4 早型 L 至晚型 T 矮星中红外光谱^[16]。

(a) 波长为 3.4~4.9 μm ; (b) 波长为 5~14 μm 。

3 褐矮星的搜寻

由于质量小, 褐矮星与恒星有不同的观测特征。它们在光学波段辐射弱, 光度很小, 温度很低, 光学波段星等暗、颜色红; 近红外波段由于受到大气尘埃和金属丰度等因素的影响具有特别的星等和颜色。因此在早期, 曝光相对较浅、小视场、相对较短波段的测光巡天, 很难在大面积、天体密度较低的场区中搜寻褐矮星^[15]。为了提高搜寻效率, 天文学家在近邻、天体密度高的星团中搜寻褐矮星, 如近邻年轻星团和 OB 星协。更重要的是, 对星团本身已有的研究结果能为成员星提供年龄、距离、金属丰度等重要参数。早期对褐矮星的研究也利用了双星系统, 通过研究双星中较亮的主星而获得较暗的伴星的信息 (距离、年龄、金属丰度等), 比如第一颗毫无争议的褐矮星是在双星系统中发现的^[12]。

随着大视场、长波段深度巡天兴起, 大量的场区褐矮星及其候选体被发现。这些巡天项目

有: 南天深度近红外巡天^[37] (Deep Near Infrared Survey of the Southern Sky, 简称 DENISE), 两微米波段全天巡天^[38] (2Micron All Sky Survey, 简称 2MASS), 斯隆数字化巡天^[39] (Sloan Digital Sky Survey, 简称 SDSS), 英国红外望远镜深度巡天^[40] (United Kingdom Infrared Telescope Deep Sky Survey, 简称 UKIDSS) 以及大视场红外巡天器巡天^[41] (Wide-field Infrared Survey Explorer, 简称 WISE), 等等。

3.1 星团、双星系统中的褐矮星

早期星团中褐矮星的搜寻一般从星团巡天数据中选择最暗和最红的天体作为候选体, 再进一步通过锂测试、质量大小、光度大小以及光谱特征 (有无甲烷吸收线) 等等来判断它们是否为褐矮星。1995 年 Basri 和他的合作者宣布他们成功地对昴星团中褐矮星候选体 PPL 15 进行了锂丰度测试^[42]。关于锂丰度测试, 详见本文 4.1。但当时他们对锂测试技术不熟悉, PPL 15 (光谱型 M6.5) 被认为位于恒星和褐矮星的边缘, 后来 PPL 15 被确认为是褐矮星双星^[43, 44]。这是一项突破性的工作, 假如 PPL 15 是昴星团中“最暗的恒星”, 那么昴星团中的其他更暗的矮星非常可能都是褐矮星。同年, Rebolo 等人^[11] 在昴星团中发现一颗光谱型为 M8 的褐矮星 Teide1, 就是根据上述论断。他们测量了 Teide1 的 I 波段星等、自行、视向速度、光谱和 H α 发射线, 确定它是昴星团的成员。由于处于同一星团中的成员有近似相同的距离, 仅从 Teide1 的 I 波段星等比 PPL 15 暗一个星等判断, Teide1 就有很大的可能是褐矮星。为了证实 Teide1 的亚恒星性质, Rebolo 等人用昴星团的已知参数 (距离 127 pc, 消光 0.07), Teide1 的 I 波段星等, 进一步计算出它的光度和温度, 并根据不同的演化模型得出它的质量为 20~30 倍木星质量或者说肯定小于 70 倍木星质量。Teide1 的锂测试^[45] 在 1996 年完成, 证明它的确是褐矮星。理论上, 昴星团内比 PPL 15 或 Teide1 暗的都是褐矮星, 没有必要再进行锂测试。因此, 在此之后, 在昴星团中又发现了很多褐矮星^[43, 44]。除了昴星团, 对其他近邻年轻星团 (或恒星形成区) 的深度巡天也发现了很多褐矮星及褐矮星候选体, 如金牛 (Taurus) 星团、御夫 (Auriga) 星团、猎户 (Orion) 星团等。另外, Hogan^[46] 在一些年老的星团中, 如毕星团, 也发现了褐矮星的候选体, 他们发现年老星团中的 L 矮星多为双星系统, 这可能是因为双星更大的质量使得它们不容易通过动力学过程“蒸发”到星团之外。

早期另一种搜寻褐矮星的途径是在已知的双星系统中寻找, 通过双星中的主星可以得到距离、年龄等信息, 进而判断较暗的伴星是否为褐矮星。Nakajima 等人 1995 年发现的 GI 229B^[12], 是在用日冕仪对近邻天体巡天观测中被发现的 GI 229A 的伴星。在探索褐矮星的早期, 所有关于低质量恒星的模型都表明, 恒星的最小光度为 $10^{-4}L_{\odot}$ 。刚形成的褐矮星处于它一生中最亮的阶段, 有可能和低质量恒星一样亮, 此后会不断地冷却变暗, 而 1 Ga 的褐矮星光度会低于恒星的最低光度, 由此可以把它们和低质量恒星区分开。所以 Nakajima 等人进行了针对所有年龄在 1 Ga 左右的近邻天体的巡天。他们从空间速度和 H α 发射线来判断这些低质量恒星的年龄。从巡天数据中他们意外地发现了 GI 229A 附近有很暗的 GI 229B, GI 229A 的视差和自行已有测量, 经过测量 GI 229B 的自行, 排除了它是远距离的背景星, 推导出它们是有共同自行的双星。Nakajima 等人根据 GI 229B 近红外光谱和其主星 GI 229A 的三角视差距离得到了 GI 229B 的光度约为 $4 \times 10^{-6}L_{\odot}$, 仅凭如此的低光度就表明它是褐矮星。不仅如此, 他们还用褐矮星冷却模型估算出它的质量约为 20 倍木星质量, 显示它确为褐矮星无疑;

另外它的近红外光谱有明显的甲烷分子吸收线, 这也是 Gl 229B 是褐矮星的强有力证据。

在双星系统中搜寻褐矮星的更详细的叙述可以参见 Basri 等人 2000 年的工作^[15]。

3.2 大面积深度巡天搜寻褐矮星

3.2.1 候选体的选择、测光与光谱证认

褐矮星在光学波段辐射较弱, 对他们的搜寻一般需要在光学红端(如 SDSS-z), 或者近红外(2MASS)、中红外(WISE)进行。场区大面积搜寻褐矮星往往根据 L、T 和 Y 矮星在不同波段的颜色特征从巡天数据中将它们分辨出来, 选择为候选体; 再经过测光、光谱认证确认它们是 L 矮星、T 矮星或者 Y 矮星; 对于搜寻到的早-中型 L 矮星, 需要进一步证认它们是否为褐矮星。以下介绍 L、T、Y 矮星在不同波段的颜色特征, 在本文 4.1 节介绍如何证认一颗 L 矮星是褐矮星。

如图 5 所示, L、T 矮星在 2MASS H-Ks 与 J-H 双色图上被恒星、巨星等其他类型天体隔开, L、T 矮星分别占据了偏红和偏蓝的空间。Schmidt 等人^[47]2010 年研究了 L、T 矮星的 i-z、i-J、z-J、z-Ks 和 J-Ks 颜色随着光谱型的变化趋势, 发现从早型到中型 L, z-Ks 和 J-Ks 颜色持续变红, 之后颜色转为变蓝, 这个趋势持续到晚型 T。与 K 波段相关的颜色突然转蓝, 原因是 K 波段的 H₂ 的碰撞吸收引起了 K 波段流量的减小。J-Ks(或 K) 颜色也是常用的选择 L、T 矮星候选体的判据, L 矮星的 J-Ks 通常在 0.5~2.5, 大多数情况下大于 1.0; T 矮星 J-K 颜色通常在 0~1.5, 大都小于 1.0。Pinfield 等人^[48]2008 年用 UKIDSS 数据发现了 15 颗 T 矮星, 他们展示了 L、T 矮星 Y-J、J-K、H-K、J-H, 以及 z-J 颜色特征, 并且总结出 Y-J 与 z-J 适合用于选择温度更低的 Y 矮星候选体。

在中红外波段, Kirkpatrick 等人^[27]2011 年报告了 M、L、T 和 Y 矮星 WISE 测光中 W1-W2 和 W2-W3 颜色特征(W1-W4 对应的波长分别是: 3.4, 4.6, 12.0, 22.0 μm)。它们的 W1-W2 颜色范围为 0~4.25, 随光谱型变晚, 从 M0 到 Y0 持续变红。从早型 M 到早型 L, 颜色变化缓慢; 在中型 L 以后 W1-W2 快速地变红。L 矮星的 W1-W2 颜色在 0.3~0.8 之间; T0 的 W1-W2 平均值为约 0.6 等, T5 的平均为 1.5 等, 晚型 T 超过了 3 等; 到了 Y0, W1-W2 达到 4.2 等。W2-W3 也随光谱型从 M0 到 Y0 单调变红, 从 M0 到 Y0, 其颜色范围在 0.25~3.0 之间, 但是误差较大, 可能是因为 W3 的星等误差偏大。

由大面积深度巡天的数据得到的 L、T、Y 矮星候选体, 需经过测光观测证认目标源的真实性以排除污染源。比如, 在不同历元用不同的波段观测变星, 可能会造成“假的”颜色偏红, 从而被误选为褐矮星候选体。测光证认不只是为了排除污染源, 同时也可以为进一步的光谱证认选取合适口径的望远镜。褐矮星的光谱认证, 主要是根据特征线的有无, 判断其是否为 L 或 T 矮星, 同时可以为其进行光谱分类。证认 L 矮星只需用低分辨率($R \approx 2000$)的光学光谱或近红外光谱($R \approx 200$); 而 T 矮星温度低, 所辐射的能量多在近红外波段, 所以证认 T 矮星一般用低分辨率近红外光谱。这些光谱通常要求 2 m 级以上的望远镜, 如斯隆(Sloan)巡天所用的 2.5 m 望远镜, 或口径更大的 8 m 级的双子(Gemini)和昴星(Subaru)望远镜、10 m 级的凯克(Keck)望远镜^[63]等等。

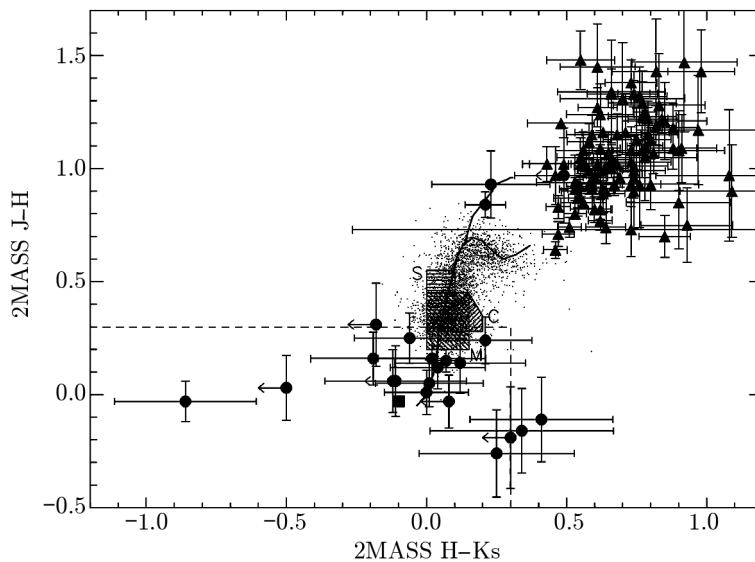


图5 L、T矮星的2MASS J-H与H-Ks双色图^[30]

图中小点表示2MASS中赤经、赤纬位置和J、H、Ks星等在一定范围内的点源。实曲线表示巨星和矮星演化的曲线。实心三角形表示L矮星，实心圆点表示T矮星，实心正方形表示Gl 229B。阴影部分表示S、C和M型小行星。虚线框是Burgasser等人此项工作中选择T矮星候选体的颜色范围。

3.2.2 褐矮星搜寻——选择候选体的几个例子

在实际的候选体选择中，研究者往往根据巡天数据的测光波段，结合自行等其他参数具体设定颜色界限选择候选体。Lodieu等人^[49]2005年用SuperCOSMOS Sky Surveys(又称SSS巡天^[50])巡天数据选取了颜色偏红的高自行样本，发现了一些早型L矮星。偏红的颜色表示它们是低温、低质量的天体，高自行则是希望选择邻近天体。虽然高自行通常暗示距离很小，但也可能是其具有高空间速度。因此，这样选择L矮星候选体使得样本偏向晕成员。Chiu等人^[51]2006年用SDSS的巡天数据非常仔细地挑选了一个L、T矮星样本，满足 $z < 20.4$ ， z 星等误差 < 0.12 ，颜色 $i-z > 2.2$ 。他们经过后续测光来证认这些候选体源的真实性和排除了颜色较蓝的类星体(去除 $z-J < 1.5$ 的天体)，最后经过近红外波段的光谱认证，发现了71颗L、T矮星。Schmidt等人^[47]2010年用了宽松的颜色标准($i-z > 1.4$)，旨在建立一个能包括所有早型L的样本，样本中的候选体都有SDSS光谱。去掉信噪比低的光谱，他们用Covey等人^[52]2007年的方法为这些光谱定下初步光谱型，由此进一步选择L矮星候选体，之后再直接把这个L矮星候选体样本中的光谱和标准光谱目视比较，选出L矮星并最终确定它们的光谱型。他们共发现了484颗L矮星，其中200颗是新发现的。他们认为这批样本基本上没有颜色偏差，并发现按以往的颜色判据选择的L矮星使得所统计的L矮星的颜色整体偏红，因此以往的搜寻工作中可能漏掉了一些早型L矮星。

3.2.3 UKIDSS 与 WISE: Y 矮星的发现

近期的巡天使得更冷的褐矮星得以被发现。比如 UKIDSS 的科学目标之一就是搜寻最低温的褐矮星和大质量行星。Burningham 等人^[18]2010 年根据 T 矮星的近红外特征颜色选择了候选体样本, 经过测光和光谱认证, 最终发现了 47 颗 T 矮星。尽管 UKIDSS 的科学目标包含搜寻 Y 矮星, 但目前从 UKIDSS 数据中还没有发现 Y 矮星。

在中红外波段巡天的 WISE 空间天文望远镜无疑是搜索褐矮星的极好工具。Cushing 等人^[17]2011 年在具有近红外低分辨率、高信噪比光谱的观测数据中, 根据 Y 矮星的 W1-W2 颜色特征 ($W1-W2 > 4.0$) 选择 Y 矮星的候选体, 发现了 6 颗 Y 矮星。他们把其中 4 颗定为 Y0, 1 颗为 Y0p, 1 颗晚于 Y0。

3.3 已发现的极冷矮星

数目及分布: DwarfArchive(www.dwarfarchives.org) 上统计了已发现的晚型 M 矮星 (这里所说的 M 矮星在近红外波段多被证认为早型 L 矮星)、L、T 和 Y 矮星数目, 目前已发现了约不到 1300 颗极冷矮星 (见图 6), 其中大部分都是褐矮星, 只有小部分 L 矮星可能是低质量恒星, 并非褐矮星。早型 L 矮星的数目最多, 在 L、T 交接处数目较少, Y 矮星目前所发现的数目更少。在 L、T 交接处晚型 L 和早型 T 矮星的缺乏, 可能是显示了从晚型 L 到中型 T 演化得非常快^[69], 也可能是因为褐矮星的初始质量函数在早型 T 矮星附近有最小值^[53]。

距离: 其中约 100 颗 L、T 矮星和部分新发现的 Y 矮星^[54, 55]有三角视差测量; 其他的矮星, 可以根据光谱型-绝对星等关系 (或颜色-绝对星等关系) 得到它们的光度距离。它们的距离在几 pc 到 200 pc 之间, 见图 6。目前已测量到视差的矮星距离一般在 100 pc 以内, 集中在 50 pc 以内。

温度: Basri 等人^[15]2000 年根据模型对 CsI 和 RbI 中性原子吸收线的模拟得出, 对应于 L0-L8, L 矮星的表面温度为 1400~2200 K; Kirkpatrick 等人^[15]2000 年根据锂线在 L 矮星中增强或消失的情况^[63]判断 L 矮星的表面温度范围为 1300~2000 K。T 矮星最高温度可达 1500 K, Lucas 等人^[35]称 T 矮星的最低温度低至约 500 K。通过把目前发现的 Y 矮星观测光谱与模型光谱相比较, 这些已发现的 Y 矮星温度约为在 300~500 K^[17]。而木星的温度为 124 K^[58]。

年龄: 褐矮星 (极冷矮星) 质量小, 理论上可以存活很长时间。2008 年 Burgasser 总结了对于不同情况下的褐矮星, 探索其年龄的五个方法^[59]。具体如下: (1) 锂测试适合探索年龄在 10~200 Ma 晚型 M 和早至中型 L 矮星, 它依赖于精准的演化模型, 所得到的年龄精确度误差约为 10%; (2) 团星成员 (或双星、多星的伴星) 的年龄可以根据星团 (或主星) 年龄来判断, 对于团星和伴星误差分别为 10% 和 50%; (3) 质量标准法适用于双星, 求出其动力学质量后, 根据演化模型曲线可求出年龄, 年龄误差在 10%~20%; (4) 表面重力法适用于所有天体, 由高信噪比光谱求出表面重力, 进而根据重力求出年龄, 但是精度较差约 50%~100%; (5) 运动学分析法, 从统计上说天体年龄越老, 空间速度弥散越大, 据此可以推断出天体的年龄, 但此法不适用于单个天体, 且误差很大, 约 100%~500%。

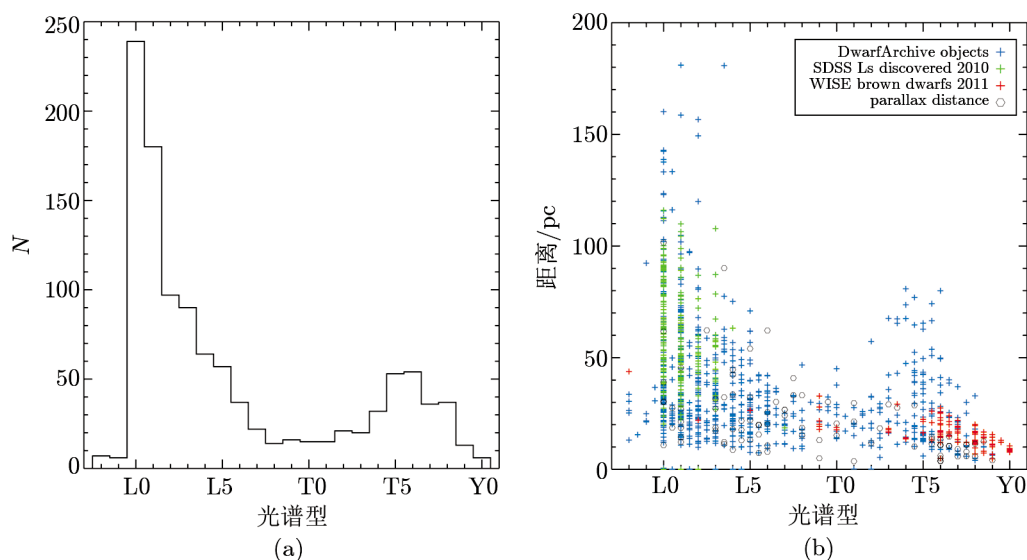


图6 (a) 晚型 M、L、T 和 Y 矮星数目的直方图。除了 DwarfArchive 上的 M、L、T 矮星, 还加入了 Schmidt 等人^[47]2010 年和 Kirkpatrick 等人^[27]2011 年新发现的 L、T 和 Y 矮星。(b) 晚型 M、L、T 和 Y 矮星的光谱型-距离图。除了视差所得到的距离, 其他的距离由 Marocco 等人^[56]2010 年的近红外光谱型-绝对星等多项式拟合关系(求 T 矮星距离)和 Wang 等人^[57]2012 年光学光谱型-绝对星等图多项式拟合关系(求 L 矮星距离)得到。

4 相关讨论

4.1 褐矮星的物理证认

晚型 M 矮星及早-中型 L 矮星混杂了小质量恒星和大质量、年轻褐矮星。以下几种方法可以证认一颗早型极冷矮星(晚型 M 与早中型 L)是褐矮星。

锂测试是通过光学波段 6708 Å 处 LiI 线的有无和其等值宽度来测试锂丰度, 从而判断目标矮星是否能确定为褐矮星。锂测试最初由 Rebolo^[60] 在 1992 年提出, 它与目标矮星的年龄、质量大小有很大关系。D'Antona 和 Mazzitelli^[61] 1985 年发现, 小于 60 倍木星质量的天体其内核永远不能达到锂燃烧的温度。而更大质量的褐矮星或恒星, 在氢燃烧之前会燃烧掉其所有的原初锂; 原初锂一旦被烧掉, 星体中的锂就很难再形成并达到原初的丰度。因此, 大部分的褐矮星内核将保留原初的锂丰度。然而, 非常年轻的恒星(小于 100 Ma), 其原初锂也还没被烧掉, 这将使得我们在恒星形成区用锂测试来证认褐矮星变得困难。Pavlenko 等人^[62] 1995 年对锂线形成的研究表明, 锂线在 1500~3000 K 的天体中最强, 低于这个温度中性锂将转变为锂分子化合物^[63]。而低于这个温度的天体(将会是晚型 L 或 T 矮星), 必定是褐矮星, 不用再进行判定。在星团中, 由于星团成员的年龄已知, 锂测试相对容易; 在场星中锂测试虽然困难却依然可行, 如 Basri^[64] 1998 年叙述了如何结合场星的有效温度和年龄范围来进行锂测试。

褐矮星有明确的质量范围, 因此从质量上我们可以区别它们。然而质量不是直接观测量,

一般根据模型计算得到质量或者从双星系统得到动力学质量。这些方法得到的往往只是一个估计的范围, 若范围较大, 跨越了恒星质量下限, 我们依然难以判定其是否为褐矮星。另外, 目前褐矮星的模型还不成熟, 通过模型所得到的质量不是非常可靠。

对于年老的矮星, 如果有可靠距离测量和较长波段范围光谱数据, 也可以算出候选体的光度、温度, 并根据它的低光度低温度特征来判定它是否为褐矮星, 就像 Gl 229B 的情况。

除了位于星团或双星系统等特殊的早型极冷矮星, 其它矮星若有高分辨率高质量光谱, 或根据可靠的模型而求出其质量、光度等参数, 也能证认它们是否为褐矮星。虽然一部分 L 矮星尚未被证实是褐矮星, 根据理论模型的预言, 仍可以认为绝大部分 L 矮星是褐矮星。在实际工作中, 褐矮星领域天文学家将“晚型 L、T 型和 Y 型矮星”的名称等同于“褐矮星”, 因为它们无需进一步证认, 一定是目前倍受关注的褐矮星。

4.2 重力、金属丰度、尘埃和双星对光谱形状的影响

L、T、Y 矮星的表面温度总体上随着光谱型的变晚而降低^[16, 28]。然而, 不像恒星光谱序列只反映了温度序列, 中型 L 到中型 T, 光谱型显得与温度无关, 而是更多反映了大气层的活动, 即重力、金属丰度和大气尘埃对光谱形状的影响。有一些特殊的矮星, 与相近的光谱型比较, 其近红外光谱会特别的偏红或偏蓝, 这反映了重力、金属丰度或者大气尘埃的异常; 另外, 误把不可分辨的双星当作单星也会导致其看起来光谱异常。这些因素都会影响 J-K 颜色, 以至于即使发现了颜色很红或很蓝的 L 矮星, 也将很难马上分辨究竟是哪个因素导致了异常。未来的挑战之一就是找到区分这些参数影响的可靠的光谱特征。理想情况下, 我们应该建立正常 L 矮星的光学和近红外光谱型序列、亚矮星的光谱型序列以及低重力矮星的光谱型序列。近红外波段光谱的新分类已经有所进展。Gorlova 等人^[65]2003 年和 McGovern 等人^[66]2005 年已经获得了一些不同年龄的星团中年轻的晚型 M 矮星的近红外光谱, 可以用来量化重力的影响。Allers 等人^[67]2007 年研究出几个指数, 可以排除重力的影响来划分年轻的晚型 M 和早型 L 光谱型, 也可排除红化的影响后来研究重力对它们的影响。针对不可分辨双星的情况, 可以通过用单星合成双星来比较和区分双星与单星的光谱, 如 Burgasser 等人^[68]2007 年在近红外波段对合成双星进行的模拟分析。

4.3 L、T 交接处“大鼓包”的形成原因

T 矮星比 L 矮星更冷, 理论上其绝对星等应该比 L 矮星暗。这在 H、K 波段的光谱型-绝对星等图上是符合的; 但是在 J 波段, 中型 T 矮星比晚型 L 的 J 波段星等亮大约 1.3 星等, 在光谱型-绝对星等图上表现为“大鼓包”, 见图 7。研究发现 L7 和 T3.5 之间的双星比更早型或者更晚型矮星的双星数量更多。如果这个“鼓包”区域的所有矮星都是双星, 那么实际上分离双星后, 光度可以降下来。但并不是每颗星都能成功地分开, 即使分开了, 光度最高也只会下降 0.75 星等, 意味着这个“鼓包”仍然高出正常星等 0.5~0.6 星等。这个“鼓包”的原因可能是因为 1 μm 处大气层的不正常: Ackerman 和 Marley 等人^[70]2001 年认为云覆盖范围内“洞”的形成可能是 1 μm 处多余流量的成因, 类似于木星大气中 5 μm 处的“洞”^[71, 72], 这些“洞”所在处没有“云”覆盖(在木星某赤经赤纬范围内, 大气上层的云层断缺), 氢分子等吸收体相对较少, 特定波长的光子可以从此处逃脱; 他们认为 1 μm 处 J 波段的流量增加, 原

因与此类似。但是有人认为这种方式所产生的额外流量不足以解释 L、T 转变处 J 波段的“鼓包”^[73]。关于这个“鼓包”成因的解释还有其他说法，如 Tsuji 等人^[74]2003 年提出的依赖于重力的 L、T 转变模型，Knapp 等人^[23]2004 年提出的突然倾泻模型，等等。

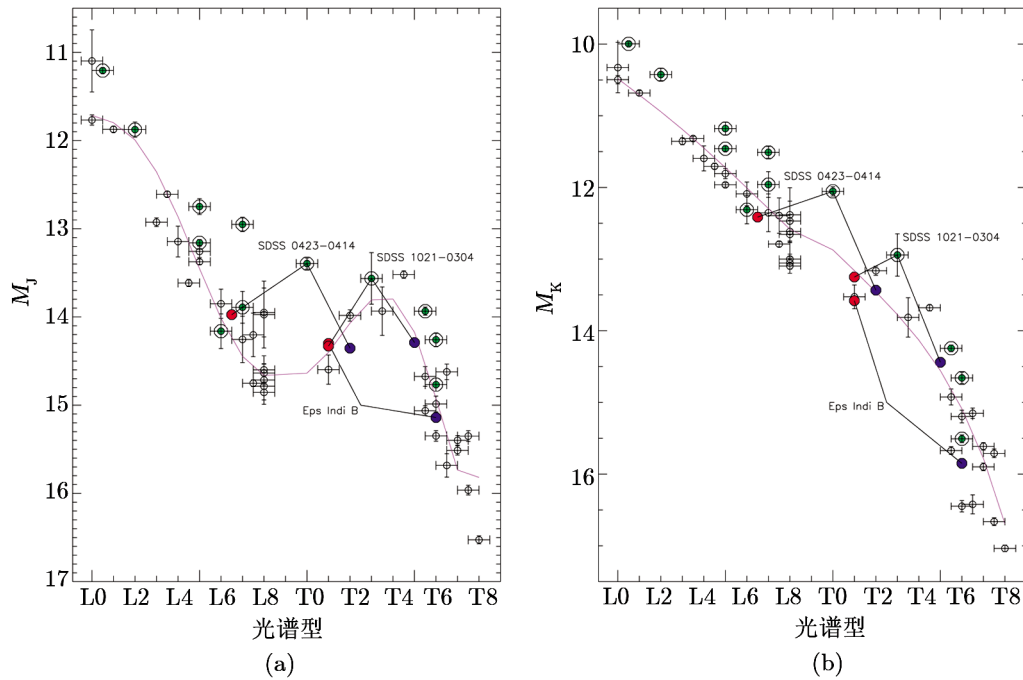


图 7 (a) 为光谱型-J 波段绝对星等图上 L、T 交接处的大鼓包；(b) 为光谱型-K 波段绝对星等图，绝对星等随光谱型单调变暗。

实心圆点外加圆圈表示已知的密近双星。有 3 颗双星其主星及伴星的光谱型和星等已知，图上已标出双星被拆分为单星时它们在图上的位置，红色实心点表示主星，蓝色实心点表示次星。红色实线是对绝对星等作为光谱型的函数的多项式拟合^[69]。

4.4 双星系统

很大一部分已发现的褐矮星处于双星系统或者多星系统中。可分辨的双星可以根据它们的自行和视差等参数，判断它们是否真是双星系统，如 Gl 229(AB) 双星。处于遥远的、不可分辨的双星或多星系统中的褐矮星，则可以用视向速度法搜寻^[6, 75]。主星与伴星质量相近的双星，可以根据它们在光谱型-绝对星等图^[57]、颜色-星等图^[43]上的位置来辨识。伴星与主星质量比小于 0.5 且不可分辨的双星系统可以根据干涉测量分辨^[76]。处于双星系统或者多星系统的褐矮星特别受关注的原因是，能根据主星得到伴星的年龄、距离和金属丰度^[77]。这些双星系统可以为我们提供基准星，用来约束和改进模型。

4.5 L 型亚矮星

A-K 型亚矮星最早是由 Kuiper 等人^[78]1939 年定义的，这些亚矮星是少数在光学波段的颜色-星等图上位于主序以下 2~3 个星等的恒星，它们的金属丰度很低，空间速度很大。它们是本地晕星和厚盘星的代表。L 型亚矮星与这些高温的亚矮星有类似的性质与特征。L 型亚

矮星是目前已知的最暗、质量最小、位于晕里的矮星, 将它们定义为 L 矮星是因为总体上看它们的光谱和本地的 L 矮星很相似, 但是可以从其不正常的光谱来区分、辨认它们不是正常的 L 矮星: 它们有相对强的金属氢化物的吸收线和碱金属的吸收线、近红外波段不寻常的偏蓝颜色 ($J-K_s = 0.10 \pm 0.03$)^[79] 和属于晕成分的运动学特征 (高自行和高视向速度)。目前从 2MSS, SDSS 和 UKIDSS 中一共只发现了 5 颗 L 亚矮星^[80-84]。对于已发现的 L 亚矮星, 同样需要根据质量、锂测试等方法来证认它是否为褐矮星。L 型亚矮星的低光度 (有效温度低) 和低金属丰度, 在约束模型方面有重要作用, 在矮星的大气、恒星形成和星系星族成分的研究中都很有意义^[79]。

5 总结与展望

褐矮星是近 50 年来兴起的研究领域, 自从 1963 年 Kumar 第一次在理论上预言褐矮星的存在, 该领域在观测和理论上都得到了很大发展。褐矮星质量小、星等暗、颜色红 (是指光学波段, 并不能简单地说质量越小颜色越红。其近红外波段颜色受大气尘埃、金属丰度等影响, 具有独特的星等、颜色, 如 T 矮星 J-K 颜色较 L 矮星的偏蓝), 这对褐矮星的观测造成了困难。早期, 为了提高效率, 对它们的搜寻多集中在近邻的星团和双星系统。1995 年, Rebolo 和 Nakajima 分别第一次发现了近邻星团中和双星中的褐矮星, Kumar 对褐矮星的预言被证明为正确无疑。之后更多褐矮星陆续被发现, 天文学家得以根据一定数量的褐矮星样本, 总结其测光和光谱上的观测特征。因为大部分褐矮星具有不同于先前已建立的 O-M 光谱型的光谱形态与特征吸收线, 在光谱学上, 这些褐矮星又被区分为 L、T、Y 矮星, 而 M 型褐矮星数目很小。随着大视场、长波段深度巡天的兴起, 根据它们的这些观测特征, 科学家开始搜寻近邻场中的褐矮星, 所发现的褐矮星数目快速增长。L、T、Y 型矮星比 M 矮星温度更低, 其光谱分类遵从 MK 分类系统的原则。L 矮星的特征线不同于 M 矮星, 其特征线为强中性碱金属和金属氢化物吸收线, 近红外波段强甲烷分子和水分子吸收线是 T 矮星的标志, Y 矮星近红外波段出现氨分子吸收线。部分晚型 M (一般晚于 M7)、大部分 L、全部的 T 以及已发现的全部 Y 矮星都是褐矮星。6 颗 Y 矮星是在 WISE 巡天数据中被发现的, 由于 Y 矮星还很少, 还不便于为其进行亚类分类。未来将会发现更多 Y 矮星, 其温度下限以及物理本质 (是否会包括大质量气态行星) 还有待探索。根据 DwarfArchive 的统计, 目前所发现的晚型 M 矮星与 L、T、Y 矮星共有 1200 多 (不到 1300) 颗, 其中除了小部分 (主要是早-中型 L) 可能是低质量恒星, 它们绝大部分都是褐矮星。

观测知识的积累必将推动理论工作的发展。更多基于双星系统、星团、三角视差测量的基准矮星的观测将有效地改进目前并不成熟的褐矮星理论模型。反之, 更成熟、完善的褐矮星的模型能准确预言各参数对观测现象的影响, 有助于解决第四章所提到的各种观测问题。

另外, 褐矮星的模型、形成过程、磁场等具体内容在本文的讨论范围之外, 需要另做专门的讨论。

参考文献:

- [1] Kumar S S. *ApJ*, 1963, 137: 1121
- [2] Saumon D, Hubbard W B, Burrows A, et al. *ApJ*, 1996, 460: 993
- [3] McCarthy D W, Probst R C, Low F J. *ApJ*, 1985, 290: 9
- [4] Becklin E E, Zuckerman B. *Nature*, 1988, 336: 656
- [5] Kirkpatrick J D, Allard F, Bida T, et al. *ApJ*, 1999, 519: 834
- [6] Latham D W, Mazeh F, Stefanik R P, et al. *Nature*, 1989, 339: 38
- [7] Stauffer J R, Herter T, Hamilton D, et al. *ApJ*, 1991, 367: 23
- [8] Williams D M, Comeron F, Rieke G H, et al. *ApJ*, 1995, 454: 144
- [9] Hambly N C, Hawkins M R S, Jameson R F. *A&AS*, 1993, 100: 607
- [10] Stauffer J R, Hamilton D, Probst R. *AJ*, 1994, 108: 155
- [11] Rebolo R, Zapatero-Osorio M R, Martín E L. *Nature*, 1995, 377: 129
- [12] Nakajima T, Oppenheimer B R, Kuikarni S R, et al. *Nature*, 1995, 378: 463
- [13] Cruz K L, Reid I N, Liebert J, et al. *AJ*, 2003, 126: 2421C
- [14] Pavlenko Y. *astro-ph*, 2005, arXiv:astro-ph/0506263v1
- [15] Basri G. *ARA&A*, 2000, 38: 485
- [16] Kirkpatrick J D. *ARA&A*, 2005, 43: 195
- [17] Cushing M C, Kirkpatrick J D, Gelino C R, et al. *ApJ*, 2011, 743: 50
- [18] Burningham B, Pinfield D J, Lucas P W, et al. *MNRAS*, 2010, 406: 1885
- [19] Burgasser A J. *ASPC*, 2011, 450: 113
- [20] Laughlin G, Bodenheimer P, Adams F C. *ApJ*, 1997, 482: 420
- [21] Kirkpatrick J D, Reid I N, Cutri R M, et al. *ApJ*, 1999, 519: 802
- [22] Morgan W W, Keenan P C, Kellman E. *An atlas of stellar Spectra with an outline of Spectral Classification*. Chicago, IL: Univ. Chicago Press, 1943
- [23] Knapp G R, Leggett S K, Fan X, et al. *AJ*, 2004, 127: 3553
- [24] Burgasser A J, Geballe T R, Leggett S K, et al. *ApJ*, 2006, 637: 1067
- [25] Martín E L, Delfosse X, Basri G, et al. *AJ*, 1999, 118: 2466
- [26] Burgasser A J, Kirkpatrick J D, Liebert J, et al. *ApJ*, 2003, 594: 510
- [27] Kirkpatrick J D, Cushing M C, Gelino C R, et al. *ApJS*, 2011, 197: 19
- [28] Kirkpatrick J D. *ASPC*, 2008, 384: 85
- [29] Burrows A, Sudarsky D, Lunine J I. *ApJ*, 2003, 596: 587
- [30] Burgasser A J, Kirkpatrick J D, Brown M E, et al. *ApJ*, 2002, 564: 421
- [31] Geballe T R, Knapp G R, Leggett S K, et al. *ApJ*, 2002, 564: 466
- [32] Warren S J, Mortlock D J, Leggett S K, et al. *MNRAS*, 2007, 381: 1400
- [33] Delorme P, Delfosse X, Albert L, et al. *A&A*, 2008, 482: 961
- [34] Burningham B, Pinfield D J, Leggett S K, et al. *MNRAS*, 2008, 391: 320
- [35] Lucas P W, Tinney C G, Burningham B, et al. *MNRAS*, 2010, 408: 56
- [36] Noll K S, Geballe T R, Leggett S K, et al. *ApJ*, 2000, 541: 75
- [37] Epchtein N, de Batz B, Capoani L, et al. *Msngr*, 1997, 87: 27
- [38] Skrutskie M F, Cutri R M, Stiening R, et al. *AJ*, 2006, 131: 1163
- [39] York D G, Adelman J, Anderson Jr J E, et al. *AJ*, 2000, 120: 1579
- [40] Lawrence A, Warren S J, Almaini O, et al. *MNRAS*, 2007, 379: 1599
- [41] Wright E, Eisenhardt P R M, Mainzer A K, et al. *AJ*, 2010, 140: 1868
- [42] Basri G, Marcy G, Graham J R. *AAS*, 1995, 186: 6003
- [43] Zapatero Osorio M R, Martín E L, Rebolo R. *A&A*, 1997, 323: 105
- [44] Basri G, Martín E L. *ApJ*, 1999, 510: 226
- [45] Rebolo R, Martín E L, Basri G, et al. *ApJ*, 1996, 469: 53
- [46] Hogan E, James R F, Casewell S L, et al. *MNRAS*, 2008, 388: 495

- [47] Schmidt S J, West A A, Hawley S L, et al. *AJ*, 2010, 139: 1808
- [48] Pinfield D J, Burningham B, Tamura M, et al. *MNRAS*, 2008, 390: 304
- [49] Lodieu N, Scholz R D, McCaughrean M J, et al. *A&A*, 2005, 440: 1061
- [50] Hambly N C, MacGillivray H T, Read M A, et al. *MNRAS*, 2001, 326: 1279
- [51] Chiu K, Fan X, Leggett S K, et al. *AJ*, 2006, 131: 2722
- [52] Covey K R, Ivezic Z, Schlegel D, et al. *AJ*, 2007, 134: 2398
- [53] Wang W, Boudreault S, Goldman B, et al. *A&A*, 2011, 531: 164
- [54] Dupuy T J, Liu M C. *ApJS*, 2012, 201: 19
- [55] Faherty J K, Burgasser A J, Walter F M, et al. *ApJ*, 2012, 752: 56
- [56] Marocco F, Smart R L, Jones H R A, et al. *A&A*, 2010, 524: 38
- [57] Wang Y, Smart R L, Jones H R A, et al. *MNRAS*, 2012, in preparation
- [58] Hanel R, Conrath B, Herath L, et al. *Geophys. Res.* 1981, 86: 8705
- [59] Burgasser A J. *IAUS*, 2009, 258: 317
- [60] Rebolo R, Martín E L, Magazzú A. *ApJ*, 1992, 389: 83
- [61] D'Antona F, Mazzitelli I. *ApJ*, 1985, 296: 502
- [62] Pavlenko Y V, Rebolo R, Martín E L, et al. *A&A*, 1995, 303: 807
- [63] Kirkpatrick J D, Reid I N, Liebert J, et al. *AJ*, 2000, 120: 447
- [64] Basri G, Martín E, Ruiz M T, et al. *ASPC*, 1998, 154: 1819
- [65] Gorlova N I, Meyer M R, Rieke G H, et al. *ApJ*, 2003, 593: 1074
- [66] McGovern M R. PhD Thesis, Los Angeles: University of California, 2005, 14
- [67] Allers K N, Jaffe D T, Luhman K L, et al. *ApJ*, 2007, 657: 511
- [68] Burgasser A J. *ApJ*, 2007, 659: 655
- [69] Burgasser A J, Kirkpatrick J D, Cruz K L, et al. *ApJS*, 2006b, 166: 585
- [70] Ackerman A S, Marley M. *ApJ*, 2001, 556: 872
- [71] Westphal J A. *ApJ*, 1969, 157: 63
- [72] Gillett F C, Low F J, Stein W A. *ApJ*, 1969, 157: 925
- [73] Orton G, et al. *Science*, 1996, 272: 839
- [74] Tsuji T, Nakajima T. *ApJ*, 2003, 585: 151
- [75] Liu Y J, Sato B, Zhao G, et al. *ApJ*, 2008, 672: 553
- [76] Bernat D, Bouchez A H, Ireland M, et al. *ApJ*, 2010, 715: 724
- [77] Zhang Z H, Pinfield D J, Day-Jones A C, et al. *MNRAS*, 2010, 404: 1817
- [78] Kuiper G P. *ApJ*, 1939, 89: 548
- [79] Burgasser A J, Witte S, Helling C, et al. *ApJ*, 2009, 697: 148
- [80] Lépine S, Rich R M, Shara M M. *ApJ*, 2003, 591: 49
- [81] Cushing M C, Looper D, Burgasser A J, et al. *ApJ*, 2009, 696: 986
- [82] Sivarani T, Lépine S, Kembhavi A K, et al. *ApJ*, 2009, 694: 140
- [83] Lodieu N, Zapatero Osorio M R, Martín E L, et al. *ApJ*, 2010, 708: 107
- [84] Burgasser A J, Kirkpatrick J D, Burrows A, et al. *ApJ*, 2003b, 592: 1186

The Searches and Observational Characteristics of Brown Dwarfs

WANG You-fen^{1,2}, SHAO Zheng-yi^{1,3}

(1. Key Laboratory for Research in Galaxies and Cosmology, Shanghai Astronomical Observatory, Chinese Academy of Sciences, Shanghai 200030, China; 2. University of Chinese Academy of Sciences, Beijing 100049, China; 3. Key Laboratory for Astrophysics, Shanghai 200234, China)

Abstract: Brown dwarfs are substellar objects which have masses in between the most massive planets and the least massive stars. There are no stable hydrogen fusion in their interiors, although large mass brown dwarf might have instant hydrogen fusion in their core. All brown dwarfs have deuterium burning in their interiors. The L, T and Y dwarfs are cooler than M dwarfs. A small part of late M, most of the L, all of the T and all of the up to date discovered Y dwarfs are brown dwarfs.

The hallmarks of L dwarfs in optical band are prominent absorption lines from neutral alkali atoms and alkali hydrides like KI, NaI, FeH etc. In near infrared band, the hallmarks of T dwarfs are strong H₂O, CH₄ absorption lines. The Y dwarfs have NH₃ absorption lines in near infrared H band. The spectral type classification of these ultracool dwarfs are based on MK spectral classification system referring to the spectral indexes of the characteristic lines and the flux ratio that measuring the reddening. Given very low masses, brown dwarfs are faint and red in optical band, therefore not easy to be detected. In early days, scientists hunted for brown dwarfs in star clusters and binary systems where very few candidates were found. Thanks to the launch of deep sky surveys in optical and in NIR, recent years have seen a lot of discoveries of brown dwarfs. The L, T and Y dwarf candidates are selected according to their characteristic color. Briefly, L dwarfs have red(J-K~ 0.5-2.5) near infrared color, T dwarfs have blue(J-K~ 0.0-1.5) near infrared color, while the newly discovered Y dwarfs have WISE W1-W2 color exceeding ~ 4. Among these candidates, quite a lot were confirmed through the photometry and spectroscopy follow up.

Currently, more than 1200 ultracool dwarfs have been discovered. Methods for measuring their distances, temperatures, ages are summarized in this paper. Several related questions, e.g., how to judge whether a late-M or early-mid L dwarf is a brown dwarf or not, the origin of the J-band bump on the spectral type - absolute magnitude diagram etc, are briefly discussed.

Key words: brown dwarf; L, T, Y dwarf; ultracool dwarf; spectral index