

文章编号: 1000-8349(2008)02-0126-13



# 热亚矮星的研究进展

禹升华<sup>1,2</sup>, 韩占文<sup>1</sup>

(1. 中国科学院 国家天文台 / 云南天文台, 昆明 650011; 2. 中国科学院 研究生院, 北京 100049)

**摘要:** 热亚矮星以其独特的性质受到人们日益关注。它们是年老椭圆星系中良好的紫外源, 系统地研究热亚矮星的观测特征和形成机制可以帮助我们理解恒星演化、椭圆星系中“紫外超”现象的起源和球状星团的动力学演化。热亚矮星的形成模型主要包括单星模型和双星模型。双星模型包含三种渠道: 公共包层抛射渠道、稳定的洛希瓣物质交流渠道和双氦白矮星并合渠道。该文系统地总结了热亚矮星的观测特征, 并简要介绍了它们的形成机制。

**关键词:** 天体物理学; 热亚矮星; 形成机制; 密近双星

**中图分类号:** P145.4      **文献标识码:** A

## 1 引 言

一般认为, 热亚矮星是由一个燃烧的中心氦核和很薄的包层组成<sup>[1-3]</sup>。它们不同于其他恒星演化的一个显著特点是: 热亚矮星演化后期不会经历 AGB(渐近巨星支) 阶段, 而是直接变为白矮星<sup>[4]</sup>。通常认为它们的有效温度在 20 000~80 000 K, 表面重力加速度  $\lg g$  在 4.5~6.5 cgs 之间, 表面磁场强度约为 0.15 T<sup>[5,6]</sup>。热亚矮星是恒星演化到水平分支后期的产物, 在赫罗图上, 它们一般位于水平分支的蓝端, 即所谓的极端水平分支位置, 所以也被称作极端水平分支星 (EHB, Extended/Extreme Horizontal Branch)<sup>[1-3]</sup>。

热亚矮星的早期研究要追溯到 20 世纪 40 年代, 当时还没有对热亚矮星的具体定义, 人们关心一些照相星等在 11~17 mag 的暗蓝色星, 这些星包括热亚矮星和白矮星。1947 年, Humason 和 Zwicky<sup>[7]</sup> 利用 Palomar 的 18 英寸的望远镜在银河系北极处的 800 平方度的天区内巡天, 其目标天体可能含有热亚矮星 (极端水平分支星)。这拉开了研究热亚矮星的序幕。

**收稿日期:** 2007-06-29; **修回日期:** 2007-10-25

**基金项目:** 国家自然科学基金资助项目 (10433030、10521001)

之后, 观测表明在银河系高银纬处有很多场星也很可能属于暗蓝色天体<sup>[8-10]</sup>(热亚矮星)。这类天体具有很奇特的光谱特征<sup>[11-15]</sup>, 如光谱中有比正常 B 型星更宽的氢 Balmer 吸收线。根据其光谱的不同, 一般可将它们分为 3 类: B 型、OB 型和 O 型。B 型亚矮星的光谱具有比 B 型星更宽的氢 Balmer 吸收线<sup>[13,14]</sup>, 因此它们很可能具有氢丰度较高的大气; O 型亚矮星则只有明显的氦吸收线<sup>[14]</sup>(有些可能混杂有碳线或氮线<sup>[15]</sup>), 因此它们很可能具有氦主导大气; OB 型亚矮星属于过渡型亚矮星, 它们的光谱中会同时含有氢线和氦线<sup>[14]</sup>。目前, 观测上主要通过目标天体的光谱特征来证认热亚矮星。当前的理论认为: 3 类热亚矮星都是中心氦燃烧天体, 相比水平分支星, 它们具有较薄的包层, 也具有较高的有效温度。在本文的第 2 章, 我们将介绍 O 型亚矮星和 B 型亚矮星在观测上有较大的不同, 它们的形成和演化也可能有所不同。

自从 1969 年, 人们通过 OAO-2 空间望远镜发现椭圆星系存在紫外超<sup>[16]</sup>(UV upturn, 这是 20 世纪紫外天文学的重大发现之一) 以来, 人们发现, 几乎所有的椭圆星系都存在紫外超, 紫外超成为椭圆星系的几个基本性质之一。随后, 由于热亚矮星的有效温度、重力加速度等参数和椭圆星系中紫外源的相关参数十分接近, 人们认识到紫外超很可能起源于热亚矮星的存在<sup>[17-23]</sup>。Brown 等人 (2000)<sup>[24]</sup> 首次探测到了椭圆星系 (M32 的核) 中的热亚矮星, 这为热亚矮星是紫外超的主要起源提供了直接的证据。20 世纪 90 年代, 为了解释年老椭圆星系中普遍存在的“紫外超”现象, 人们提出了两种极端水平分支星单星形成模型: 贫金属模型<sup>[25,26]</sup> 和富金属模型<sup>[21,22,27-31]</sup>。两种模型都认为当单星演化到红巨星顶端时, 由于星风物质损失, 红巨星将失去包层的大部分物质, 从而形成一个近乎裸露的氦核, 如果氦核燃烧, 则形成极端水平分支星 (热亚矮星)。但是这两种模型在解释“紫外超”现象的同时也碰到了难以克服的困难, 如: 它们都要求形成热亚矮星的星族的年龄较高 (10 Ga 以上)。观测上, 有很多热亚矮星处于双星系统 (约占热亚矮星总数目的一半)<sup>[32,33]</sup>, 这使人们认识到热亚矮星很有可能形成于双星系统。Han 等人<sup>[34,35]</sup> 在 2002 和 2003 年提出了热亚矮星的双星形成模型, 并使用 Monte Carlo 模拟的方法研究了热亚矮星在银河系的诞生率和空间密度。2007 年, Han 等人<sup>[23]</sup> 利用热亚矮星的双星形成模型成功地解释了椭圆星系中的“紫外超”现象。

本文将在第 2 章介绍热亚矮星的观测部分, 第 3 章和第 4 章分别介绍热亚矮星的单星和双星形成模型, 在第 5 章作出总结和展望。

## 2 热亚矮星的观测

### 2.1 热亚矮星的主要巡天

由于热亚矮星在观测和理论上的特殊性和重要性, 所以这类天体被许多巡天所关注。较著名的巡天有 KPD(Kitt Peak-Downes) 巡天、PG (Palomar-Green) 巡天、EC(Edinburgh-Cape) 巡天、HQ(Hamburg Quasar) 巡天、ESO(欧洲南方天文台) Ia 型超新星前身星巡天、2MASS(Two Micron All Sky Survey)、SDSS(Sloan Digital Sky Survey)。此外, HST(Hubble Space Telescope) 也获得了一部分热亚矮星的光谱<sup>[36,37]</sup>。下面我们对这些巡天作简单介绍。

KPD 巡天和 PG 巡天都在 20 世纪 80 年代进行, 它们的都是为了寻找紫外超的源。KPD 巡天的巡天面积约为 1 000 平方度, 获得的主要是  $B \simeq 15.3$  mag 的星等限样本。这次巡天获得了约 70 颗亚矮星和白矮星的观测性质, 其中包括 20 颗 O 型亚矮星和 40 颗 B 型亚矮

星。PG 巡天的巡天面积约为 10 714 平方度, 极限星等  $B \simeq 16.1$  mag。该巡天共获得 1 715 颗目标天体, 其中 B 型亚矮星占该样本的 40%, O 型亚矮星占 13%。EC 巡天主要是针对南天区的巡天, 巡天面积约为 10 000 平方度, 获得了 B 星等亮于 18 mag 的目标天体, 其中包括了部分热亚矮星。HQ 巡天起始于 20 世纪 80 年代, 主要以搜索类星体为主, 同时获得了很多热亚矮星的光谱, 这次巡天获得的热亚矮星的数目超过 100 颗。SPY 在搜索 Ia 型超新星及其前身星的同时, 也获得了数目较多的热亚矮星 (至少 76 颗 B 型亚矮星和 58 颗 O 型亚矮星)。2MASS 和 SDSS 的观测数据中也有相当数量的热亚矮星, 其中, 2MASS 的数据主要用来确定具有主序伴星的热亚矮星双星系统。

## 2.2 空间密度

Downes(1986)<sup>[38]</sup> 利用 KPD 巡天的数据得出 O 型亚矮星的空间密度约为  $10^{-7} \text{ pc}^{-3}$ 。B 型亚矮星的空间密度约为  $10^{-6} \text{ pc}^{-3}$ 。Green 等人 (1986)<sup>[14]</sup> 给出了 PG 巡天中紫外超源的 PG 星表。根据该星表中的数据, 他们估计当  $M_B \simeq 18.0$  mag 时, 每平方度有 0.21 个 B 型亚矮星。由 PG 巡天的观测数据估计得到的 B 型亚矮星的空间密度与 KPD 巡天得到的结果一致。

## 2.3 有效温度 - 重力加速度图上热亚矮星的位置

观测上, 一般用局部热动平衡 (LTE) 理论和非局部热动平衡 (NLTE) 理论分析恒星光谱获得它们的有效温度、重力加速度及氮丰度等大气参数。理论上通常认为 B 型亚矮星是由质量约为  $0.5M_{\odot}$  的燃烧氦核和质量不大于  $0.02M_{\odot}$  的包层 (富氢或富氮大气) 构成<sup>[2,3]</sup>, O 型亚矮星是由质量约为  $1M_{\odot}$  的燃烧氦核和质量约为  $0.1M_{\odot}$  的包层 (富氢或富氮大气) 构成<sup>[39]</sup>。

根据近几年的观测结果 (我们采用的所有样本中的热亚矮星的 B 星等在 13.0~18.5 mag 之间)<sup>[15,40,41]</sup>, 我们做出了热亚矮星的有效温度 - 重力加速度图 (见图 1)。从图 1 可以看出,

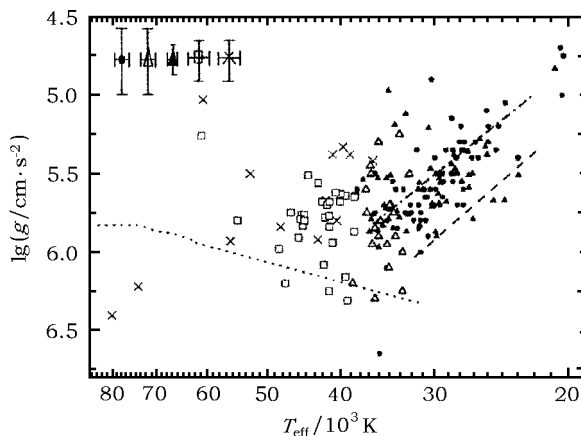


图 1 热亚矮星的重力加速度和有效温度

实心圆圈代表 Edelmann 等人 (2003)<sup>[40]</sup> 的结果 (B 型亚矮星), 实心三角形代表 Lisker 等人 (2005)<sup>[41]</sup> 的结果 (B 型亚矮星), 空心三角形代表 Edelmann 等人 (2003)<sup>[40]</sup> 的结果 (OB 型亚矮星), 叉形代表 Stroerer 等人 (2007)<sup>[15]</sup> 的结果 (贫氮 O 型亚矮星), 空心方形代表 Stroerer 等人 (2007)<sup>[15]</sup> 的结果 (富氮 O 型亚矮星)。虚线代表热亚矮星质量为  $0.5M_{\odot}$  的 ZAHB (零龄极端水平分支)<sup>[4]</sup>, 点划线代表 TAHB (终止极端水平分支)<sup>[4]</sup>, 点虚线代表氮主序。左上角给出了不同观测的典型误差

大多数 B 型亚矮星落在质量为  $0.5M_{\odot}$  的 ZAEHB(Zero Age Extreme Horizontal Branch, 零龄极端水平分支)<sup>[4]</sup> 和 TAEHB(Termination Age Extreme Horizontal Branch, 终止极端水平分支)<sup>[4]</sup> 之间, 说明 B 型亚矮星和极端水平分支星有较好的对应, 而 O 型亚矮星大多位于 EHB 外侧的高温端。为了比较不同氮丰度的 O 型亚矮星的分布情况, 我们把 O 型亚矮星分为两类: 大气氮丰度大于太阳氮丰度的称为富氮 O 型亚矮星, 小于太阳氮丰度的称为贫氮 O 型亚矮星。从图 1 可以看出, 富氮 O 型亚矮星(共 33 颗)和贫氮 O 型亚矮星(共 13 颗)的分布都比较弥散。但是贫氮 O 型亚矮星的有效温度分布更广, 这可能和统计样本太小有关。

## 2.4 大气氮丰度

### 2.4.1 B 型亚矮星的大气氮丰度

许多观测<sup>[3,32,40,41]</sup>表明, B 型亚矮星的表面大气氮丰度和其有效温度有着紧密的联系。

#### 1) 观测证据

我们利用近几年的数据做出 B 型亚矮星的大气氮丰度  $\lg[n(\text{He})/n(\text{H})]$  和有效温度  $T_{\text{eff}}$  图(见图 2)。从图 2 可以看出, B 型亚矮星大气氮丰度和有效温度之间存在一定的关系: 有效温度越高, 大气氮丰度越大。相同的有效温度下, B 型亚矮星可以分为两类: 明显具有低的大气氮丰度的 B 型亚矮星, 这类占少数; 有着较高的大气氮丰度的 B 型亚矮星, 这类占多数。B 型亚矮星的重力加速度和光度同大气氮丰度的关系不如有效温度同大气氮丰度的关系明显。

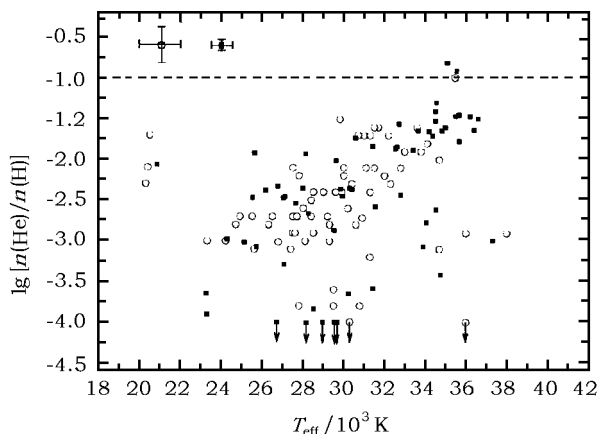


图 2 B 型亚矮星大气氮丰度 VS 有效温度

空心圆圈代表 Edelmann 等人 (2003)<sup>[40]</sup> 的结果, 实心方形代表 Lisker 等人 (2005)<sup>[41]</sup> 的结果, 向下的箭头代表给出了这些 B 型亚矮星的氮丰度的上限, 虚线代表太阳氮丰度。左上角给出了典型误差

#### 2) 可能的原因

大气氮丰度随有效温度的增加而增加可以用简单的元素扩散模型解释(但也存在很多问题): 恒星大气中各元素的丰度受引力、辐射压和对流的影响, 引力会引起氮元素向内部沉积, 而内部的辐射压力和包层对流的影响会把氮元素从内部带出, 当辐射压和对流对氮元素的影响大于引力作用时, 氮元素会从恒星内部转移到表面从而使恒星表面氮丰度增加。该模型在没有物质损失时预言的氮丰度远低于观测值<sup>[42]</sup>。但是, 如果有  $10^{-14}M_{\odot}/\text{a}$  的物质损失率存在, 恒星在 EHB 阶段经过  $10^7$  年后, 大气氮丰度将会达到  $\lg[n(\text{He})/n(\text{H})] = -3$ <sup>[42]</sup>;

而物质损失率如果达到  $10^{-13} M_{\odot}/a$ ，恒星在 EHB 阶段经过  $10^7$  年后，大气氦丰度将会达到  $\lg[n(\text{He})/n(\text{H})] = -2$ <sup>[43]</sup>。观测中存在大气氦丰度  $\lg[n(\text{He})/n(\text{H})] > -2$  的星，说明物质损失率还要进一步增大。另一方面，B 型亚矮星演化时有物质损失也说明在其表面可能有辐射驱动的星风。但是，辐射驱动星风应该会导致光度的增加<sup>[44]</sup>，这至今没有得到观测的证实。

热亚矮星大气氦丰度的分离现象也很可能和双星的参数(如周期)有关。在双星系统中，由于潮汐效应，短周期双星系统比长周期双星系统的大气氦丰度要高<sup>[45,34]</sup>。公共包层抛射可以产生很短轨道周期的热亚矮星双星系统，热亚矮星表面物质也将随着轨道周期的缩短而减少，从而导致大气氦丰度增加<sup>[34]</sup>，所以公共包层抛射效率也很可能会影响到热亚矮星的大气氦丰度。

OB 型亚矮星的大气氦丰度和 B 型亚矮星的较为类似，这里不再赘述。

#### 2.4.2 O 型亚矮星的大气氦丰度

O 型亚矮星的大气氦丰度和 B 型亚矮星的有所不同，图 3 给出了我们使用 Stroeger 等人(2007)<sup>[15]</sup> 的数据做出的 O 型亚矮星的大气氦丰度  $\lg[n(\text{He})/n(\text{H})]$  和有效温度  $T_{\text{eff}}$  图。从图中可看出：

1) 大气氦丰度低于太阳丰度的 O 型亚矮星，有效温度分布在  $35\,000\text{ K} \leq T_{\text{eff}} \leq 80\,000\text{ K}$  的位置。在这个有效温度范围内，随着有效温度的增加大气氦丰度有微弱上升趋势(与 B 型亚矮星类似)。

2) 大气氦丰度超过太阳丰度的 O 型亚矮星分布在有效温度  $T_{\text{eff}} \approx 42\,000\text{ K}$  的地方。

由于目前我们的观测数据有限，上述现象尚需今后大量的观测数据进一步证实。但是这些观测事实已经说明，O 型亚矮星的形成和演化和 B 型亚矮星的形成和演化可能有不同之处。

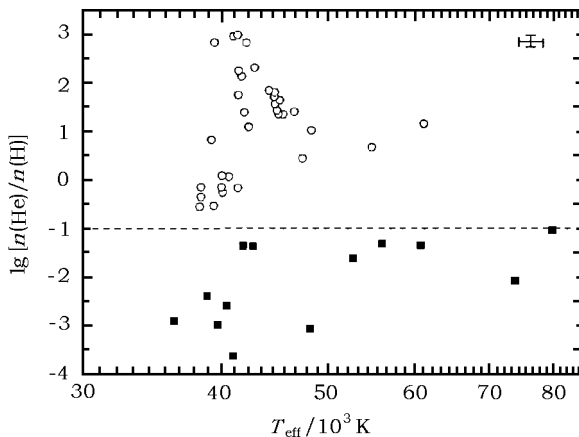


图 3 O 型亚矮星的大气氦丰度 VS 有效温度<sup>[15]</sup>

空心圆圈代表富氦 O 型亚矮星，实心方形代表贫氦 O 型亚矮星，虚线代表太阳氦丰度。右上角给出典型误差

### 2.5 热亚矮星双星系统

热亚矮星双星系统在已知的热亚矮星中占有不小的比例，如：Maxted 等人(2001)<sup>[32]</sup> 得到的结果约为 58%，Napiwotzki 等人(2004)<sup>[33]</sup> 算出的结果约为 39%。本节我们将介绍热亚矮星双星系统的观测情况。

### 2.5.1 轨道周期

至 2005 年, 有 64 个热亚矮星双星系统的周期被测定<sup>[33,46-60]</sup>, 我们画出它们的周期分布图, 如图 4 所示。从图中可以看出, 大部分热亚矮星双星的轨道周期都很短, 但是也有一些周期大于 10 天的热亚矮星双星系统。观测中不免存在一些选择效应, 如很多观测是对短周期双星系统敏感的, 所以我们给出的这些双星系统可能只占有所有热亚矮星双星的小部分。根据最近几年观测得到的热亚矮星双星系统的轨道周期分布规律<sup>[46,60]</sup>, 我们相信, 随着样本中目标天体的增加, 将有更多的长周期双星系统被发现。此外, 观测发现一些热亚矮星双星轨道还可能有轻微的椭率<sup>[59]</sup>:  $e \simeq 0.02 \sim 0.06$ 。

虽然观测表明, 通过恒星演化到红巨星顶端时形成公共包层, 并最终抛掉公共包层的途径可以解释大多数热亚矮星双星(单星)的形成<sup>[34]</sup>, 但是却不能较好解释长周期热亚矮星双星系统和短周期大质量热亚矮星双星系统, 这说明可能存在其他方式形成热亚矮星双星系统<sup>[39]</sup>。

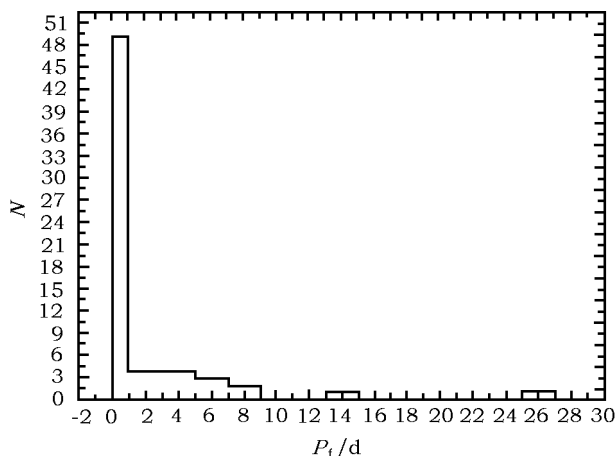


图 4 热亚矮星双星系统的轨道周期分布图

### 2.5.2 热亚矮星的伴星

在已知轨道周期的 64 个热亚矮星双星系统中, 有 16 个为热亚矮星 + 白矮星系统, 它们的轨道周期都比较短。近来的研究表明<sup>[61]</sup>, 这类系统可能作为 Ia 型超新星前身星的候选体。

热亚矮星的伴星也可能为主序星或亚巨星。对热亚矮星 + 主序星系统的研究可以追溯到 1984 年, Ferguson 等人<sup>[62]</sup> 分析了一些热亚矮星的光谱, 发现它们具有主序伴星, 其光谱型为 G8—K4.5。Allard 等人 (1994)<sup>[63]</sup> 指出他们的样本中主序星的光谱型从晚 G 型到早 M 型(有选择效应)。Ulla 和 Thejll (1998)<sup>[64]</sup> 给出热亚矮星 + 主序星系统中主序星光谱型为 A—M。1998 年, Jeffery 和 Pollacco<sup>[65]</sup> 通过测量 Ca II 三重线的方法给出拥有 M 型主序星的 B 型亚矮星双星系统占他们样本的 18%。进入 21 世纪后, 人们对热亚矮星 + 主序星系统更为关注: 2001 年, Aznar Cuadrado 等人<sup>[66]</sup> 分析了 19 颗 B 型亚矮星的复合光谱后, 确定了双星系统中主序伴星的有效温度约在 4 000~6 000 K 之间, 质量约为 0.8~1.3 $M_{\odot}$ 。Stark 和 Wade (2003)<sup>[67]</sup> 使用 2MASS 数据得出热亚矮星 + 主序星系统在他们的样本中比例约为 42%。2004 年, Reed 和 Stiening<sup>[68]</sup> 使用 2MASS 搜寻了具有主序伴星 (A0—M2) 的 B 型亚矮星双星系统, 发现 sdB+MS 系统占他们完备样本的 53% ± 6%, 占星等限样本的 20% ± 2%。Lisker 等人

(2005)<sup>[41]</sup> 指出他们的样本中大多数 B 型亚矮星的冷伴星是主序星, 光谱型范围约为 K7—F7。上述大量观测表明, 在热亚矮星双星系统中, 热亚矮星 + 主序星系统占有不少的比例。在此类系统中, 热亚矮星的重力加速度可能会较大。而且可以看出, 能观测到的伴星光谱型从 M 型到 A 型。

顺便指出, 观测中也可能有双热亚矮星系统的存在, 如 HE 0301-3039<sup>[15]</sup>: 该目标天体有变化的径向速度和复合光谱, 它很可能处在一个双 O 型亚矮星系统。从以上两节的大量观测事实, 我们可以看出, 很多热亚矮星处在短轨道周期的双星系统中, 伴星大多是质量较小 ( $1M_{\odot}$  左右) 的暗星 (包括白矮星、主序星等)。

## 2.6 球状星团中的热亚矮星

第一次在球状星团内发现 B 型亚矮星是在 NGC 6752 中, Heber 等人<sup>[69]</sup> 分析了 NGC 6752 中的 9 颗水平分支星的大气参数, 其中有 6 颗被认为是属于星族 II 的 B 型或 OB 型亚矮星, 其演化状态处于极端水平分支, 理论和光谱得到的结果表明这些星的质量约为  $0.5M_{\odot}$ 。同年, 观测表明, 球状星团 NGC 6397 中含有 O 型亚矮星, Heber 和 Kudritzki<sup>[70]</sup> 算出 ROB 162 的大气参数: 有效温度  $T_{\text{eff}} \simeq 51\,000\text{ K}$ , 重力加速度  $\lg g \simeq 4.5\text{ cgs}$ 。观测表明它很可能属于星族 II。20 世纪 90 年代以后, 很多研究也表明<sup>[71-74]</sup>, 球状星团中含有相当一部分热亚矮星。最近的观测指出, NGC 6752、M80、NGC 5986 中缺乏极端水平分支星的密近双星系统<sup>[75,76]</sup>, 这很可能和球状星团的动力学演化相关。如果我们能全面理解热亚矮星的形成和演化, 将会帮助我们获取球状星团形成和演化的信息。

## 3 热亚矮星形成模型

### 3.1 单星模型

热亚矮星的单星形成模型主要包括两部分。

#### 3.1.1 贫金属星模型<sup>[25,26,77]</sup>

该模型认为热亚矮星起源于低金属丰度的星族。当单星演化到 RGB 后, 将抛去大部分外壳, 剩下一个相对裸露的氦核和一个薄的壳层。但是该模型要求低金属丰度星族的年龄非常大 (甚至超过宇宙年龄, 约为 20 Ga), 而且它要求星族的金属丰度也偏低, 这与观测不符 (因为热亚矮星对年老椭圆星系中的紫外超贡献很大, 说明椭圆星系中含有较多的热亚矮星, 而椭圆星系基本上是富金属的)<sup>[78-80]</sup>。所以, 这种模型目前已基本不再被使用。

#### 3.1.2 富金属星模型<sup>[21,22,27-31,81,82]</sup>

该模型主要认为热亚矮星是由金属丰度较高的星族演化得到的。当这类星 (单星) 演化到红巨星阶段时, 由于星风的作用, 将会抛掉大部分包层, 从而朝着极端水平分支演化最终成为热亚矮星。但是为了得到球状星团中极端水平分支的轮廓, 这种模型要求星风很大<sup>[83]</sup> (是正常值的 3 倍左右), 并且要求星风物质损失有宽的变化范围。为了得到热亚矮星, 从而解释“紫外超”, 该模型还要求有较大的氦增丰:  $\Delta Y/\Delta Z > 2.5$ <sup>[31]</sup>。这些假设的合理性倍受争议。该模型要求的星族金属丰度与椭圆星系比较一致, 但是它也要求星族的年龄较大 (10 Ga)。

### 3.2 双星模型

观测表明, 有约一半的 B 型亚矮星处于双星系统<sup>[32,33]</sup>, 其中有接近 70% 是短周期双星, 这说明双星形成和演化很可能是极端水平分支形成的主要渠道。热亚矮星的双星形成模型认为热亚矮星 (单星或双星) 主要通过三种渠道形成: 公共包层抛射渠道、稳定的洛希瓣物质交流渠道和双氦白矮星并合渠道。下面我们分别介绍这三种渠道。

#### 3.2.1 公共包层抛射渠道<sup>[34]</sup>

该渠道根据伴星的不同, 可分为第一次公共包层抛射渠道和第二次公共包层抛射渠道。

##### 1) 第一次公共包层抛射渠道

在双星系统中, 初始质量较大的星 (主星) 在红巨星阶段充满其洛希瓣, 然后经历动力学时标的不稳定的物质交流。这将导致公共包层的形成, 随后当轨道周期缩短, 释放的引力能克服了公共包层的结合能时, 公共包层将被抛掉<sup>[84-86]</sup>, 留下一个密近双星系统。此时如果主星的氦核点燃, 则该双星系统就成为一个有主序伴星的短周期热亚矮星双星系统 (如图 5 所示)。由于主星初始质量不同, 导致氦核点燃的方式不同, 该渠道又可被分为两个亚类。

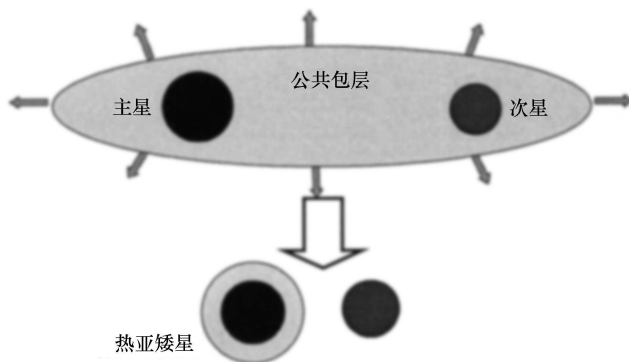


图 5 公共包层抛射渠道形成热亚矮星示意图

(1) 主星初始质量如果低于氦闪质量  $M_0$  (对  $Z=0.02$ ,  $M_0 \simeq 1.99M_{\odot}$ ; 对  $Z=0.004$ ,  $M_0 \simeq 1.80M_{\odot}$ ), 则在它到达 RGB 顶端时, 主星将充满洛希瓣, 随后形成公共包层, 当公共包层被抛掉后<sup>[87,88]</sup>, 氦核将点燃。所有通过该渠道形成的热亚矮星将具有约  $0.46M_{\odot}$  的质量和 0.05~40 d 的轨道周期。

(2) 主星初始质量如果高于氦闪质量, 则它在未到达 RGB 顶端时就会点燃氦核。由于包层在赫氏间隙时会比在 RGB 时有更大的束缚能, 所以双星在主星赫氏间隙时经历过动力学物质交流后更容易并合。通过该渠道可能形成少量的很短轨道周期的低质量 (约  $0.33M_{\odot}$ ) 热亚矮星双星系统。

##### 2) 第二次公共包层抛射渠道

类似于第一次公共包层抛射渠道, 但是伴星是白矮星。不同于第一次公共包层抛射渠道的是: 由于伴星白矮星的半径较小, 所以它很容易进入公共包层深处, 引起系统轨道间距缩短, 轨道收缩将释放更多的能量, 从而使公共包层更容易被抛掉。根据主星质量不同, 该渠道也可分为两个亚类: 第一亚类形成的热亚矮星质量约为  $0.46M_{\odot}$ , 第二亚类形成的热亚矮星质量约为  $0.35M_{\odot}$ , 双星系统的周期分布范围较广。



### 3.2.2 稳定的洛希瓣物质交流渠道

双星通过稳定的洛希瓣物质交流也可以形成热亚矮星双星系统。类似于公共包层抛射渠道的分类, 该渠道也可分为两大类<sup>[34]</sup>。

#### 1) 第一次稳定的洛希瓣物质交流渠道

双星中主星在充满洛希瓣(主序或赫氏间隙时)后, 会通过稳定的洛希瓣物质交流向子星转移物质<sup>[89-91]</sup>, 损失其包层<sup>[92]</sup>。如果损失大部分包层后, 主星氦核点燃, 那么该双星也会演化成为 1 个含有热亚矮星和主序星的双星系统(如图 6 所示)。根据主星质量不同, 该渠道可含有两个亚类<sup>[34]</sup>。

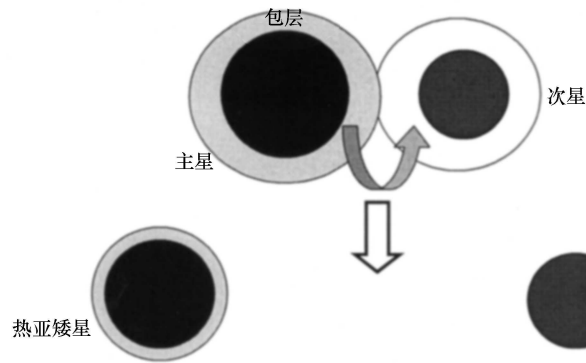


图 6 稳定的洛希瓣物质交流渠道形成热亚矮星示意图

(1) 若主星质量(主序时)小于其氦闪质量, 物质交流又在接近 RGB 顶端时发生, 那么可形成热亚矮星双星系统。这种渠道形成的热亚矮星的质量约为  $0.46M_{\odot}$ 。

(2) 若主星质量(主序时)大于其氦闪质量, 物质交流又在赫氏间隙时发生, 那么也可以形成热亚矮星双星系统。这种情况下形成的热亚矮星的质量在  $0.33M_{\odot} \sim 1.1M_{\odot}$  之间。由于初始质量函数的限制使得大质量热亚矮星的形成率很低。

通过第一次洛希瓣物质交流渠道形成的热亚矮星双星系统的轨道周期约在  $0.5 \sim 2000$  d 之间。

#### 2) 第二次稳定的洛希瓣物质交流渠道

类似于第一次稳定的洛希瓣物质交流渠道, 只是伴星为白矮星。要想保证这样的双星系统能有稳定的洛希瓣物质交流, 主星在物质交流开始时的质量与伴星的质量比必须为  $1.1 \sim 1.3$ , 这意味着白矮星要有较高的质量。但是白矮星的质量上限为钱德拉塞卡质量(约  $1.44M_{\odot}$ ), 所以通过这种渠道形成的热亚矮星双星系统的数目比较少。

### 3.2.3 双氦白矮星并合渠道<sup>[93,94,34]</sup>

该渠道形成的是热亚矮星单星, 但是其前身星系统是双星, 所以我们把它放在双星演化部分讨论。

双氦白矮星并合形成单热亚矮星的情况早在 1984 年和 1986 年就被讨论过<sup>[93,94]</sup>。该模型认为: 双星系统在通过  $1 \sim 2$  次公共包层抛射过程后将可能形成密近双氦白矮星系统<sup>[93,95-98]</sup>。如果该系统的轨道周期充分短, 引力波辐射将引起系统轨道收缩直到质量较小的白矮星充满它的洛希瓣。如果质量较小的白矮星的质量大于另一颗较大质量白矮星质量的  $2/3$ , 则物质

交流将变得动力学不稳定<sup>[93,99-103]</sup>, 这将最终导致质量较小的白矮星动力学瓦解。另一颗白矮星会吸积瓦解的白矮星的物质, 当吸积白矮星的质量增加到一定程度时, 氦核将被点燃, 该系统从而变为热亚矮星 (如图 7 所示)。

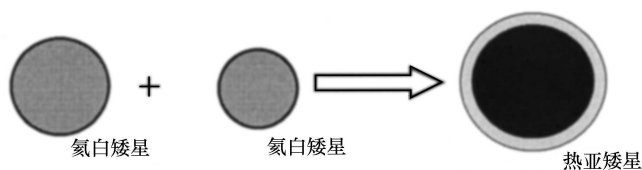


图 7 两颗氦白矮星并合渠道形成热亚矮星示意图

以上简述了双星形成机制的主要内容, 下面简单介绍双星形成机制的结果与观测的对比。双星形成机制自然地 (没有过多假设) 得出了热亚矮星的重力加速度、有效温度、核质量和轨道周期, 它们的值与观测值非常符合。利用 Monte Carlo 模拟的方法, Han 等人 (2003)<sup>[35]</sup> 还给出了银河系中热亚矮星的形成率 (0.05/a) 和总数目 ( $6 \times 10^6$  个), 空间密度约为  $10^{-6} \text{ pc}^{-3}$ , 这个结果也与观测值比较一致。结合热亚矮星的双星形成模型和星族合成模型还成功地解释了年老椭圆星系的“紫外超”现象<sup>[23]</sup>。这说明年老椭圆星系中很可能存在为数不少的热亚矮星双星系统。

## 4 总结和展望

本文主要介绍了从 20 世纪 80 年代至今热亚矮星的观测事实和形成理论。观测上, 根据光谱特征, 热亚矮星可以被分为 3 类: B 型、OB 型和 O 型。其中, B 型亚矮星的大气氦丰度随有效温度的增加而增加。在相同的有效温度下, 它们可以分为两类: 一类氦丰度高的, 占大多数; 一类为氦丰度低的, 占少数。目前, 还没有理论可以完整地解释该现象。很多热亚矮星处于双星系统, 它们的伴星可以是白矮星、主序星、亚巨星或是另一颗热亚矮星, 这些双星系统的轨道周期短至不足一天长到几十天。理论上, 热亚矮星的形成模型有两种: 单星形成模型和双星形成模型。为了解释年老椭圆星系的“紫外超”现象, 两种单星形成模型在构造热亚矮星的形成图像时都做了一些颇有争议的假设, 并且这些模型的结果与最新的椭圆星系的观测也不符合。热亚矮星的双星形成模型不但自然地解释了热亚矮星的产生, 而且也很好解释了椭圆星系中的“紫外超”现象<sup>[23]</sup>。但是, 不论是单星形成模型还是双星形成模型都没有很好地解释观测上热亚矮星的有效温度和其大气氦丰度之间的密切关系。此外, 观测表明, 球状星团中缺乏热亚矮星的密近双星系统。迄今为止, 没有理论能说明这种现象的物理原因, 但是这种现象的成因可能和球状星团的动力学演化密切相关。热亚矮星具有较高的表面磁场, 它的起因及其对热亚矮星演化的影响也有待进一步深入研究。解决这些问题正是我们努力前进的方向。

### 参考文献:

- [1] Heber U, Hunger K, Jonas G, et al. A&A, 1984, 130: 119
- [2] Heber U. A&A, 1986, 155: 33

- [3] Saffer Rex A, Bergeron P, Koester D, et al. *ApJ*, 1994, 432: 351
- [4] Dorman Ben, Rood Robert T, O'Connell Robert W. *ApJ*, 1993, 419: 596
- [5] O'Toole S J, Jordan S, Friedrich S, et al. *A&A*, 2005, 437: 227
- [6] Valyavin G, Bagnulo S, Fabrika S, et al. *ApJ*, 2006, 648: 559
- [7] Humason M L, Zwicky F. *ApJ*, 1947, 105: 85
- [8] Slettebak A, Bahner K, Stock J. *ApJ*, 1961, 134: 195
- [9] Klemola Arnold R. *AJ*, 1962, 67: 740
- [10] Berger J. *PASP*, 1963, 75: 393
- [11] Feige J. *ApJ*, 1958, 128: 267
- [12] Greenstein Jesse L. *ApJ*, 1966, 144: 496
- [13] Sargent Wallace L W, Searle L. *ApJ*, 1968, 152: 443
- [14] Green R F, Schmidt M, Liebert J. *ApJS*, 1986, 61: 305
- [15] Stroerer A, Heber U, Lisker T, et al. *A&A*, 2007, 462: 269
- [16] Code A D. *PASP*, 1969, 81: 475
- [17] Ferguson H C, Davidsen A F, Kriss G A, et al. *ApJ*, 1991, 382: L69
- [18] Brown T M, Ferguson H C, Davidsen A F. *A&AS*, 1995, 186: 1701
- [19] Dorman B, O'Connell R W, Rood R T. *ApJ*, 1995, 442: 105
- [20] Brown T M, Ferguson H C, Davidsen A F, et al. *ApJ*, 1997, 482: 442
- [21] Yi S K, Demarque P, Kim Y C. *ApJ*, 1997, 482: 667
- [22] Yi S K, Demarque P, Oemler Jr A. *ApJ*, 1997, 486: 201
- [23] Han Z, Podsiadlowski Ph, Lynas-Gray A E. *MNRAS*, 2007, 380: 1098
- [24] Brown T M, Bowers C W, Kimble R A, et al. *ApJ*, 2000b, 532: 308
- [25] Lee Y W. *ApJ*, 1994, 430: L113
- [26] Park J H, Lee Y W. *ApJ*, 1997, 476: 28
- [27] Bressan A, Chiosi C, Fagotto F. *ApJS*, 1994, 94: 63
- [28] Bressan A, Chiosi C, Tantalò R. *A&A*, 1996, 311: 425
- [29] Tantalò R, Chiosi C, Bressan A, et al. *A&A*, 1996, 311: 361
- [30] Yi S K, Afshari E, Demarque P, et al. *ApJ*, 1995, 453: L69
- [31] Yi S K, Demarque P, Oemler Jr A. *ApJ*, 1998, 492: 480
- [32] Maxted P F L, Heber U, Marsh T R, et al. *MNRAS*, 2001, 326: 1391
- [33] Napiwotzki R, Karl C A, Lisker T, et al. *Ap&SS*, 2004, 291: 321
- [34] Han Z, Podsiadlowski Ph, Maxted P F L, et al. *MNRAS*, 2002, 336: 449
- [35] Han Z, Podsiadlowski Ph, Maxted P F L, et al. *MNRAS*, 2003, 341: 669
- [36] Heber U, Moehler S, Napiwotzki R, et al. *A&A*, 2002, 383: 938
- [37] O'Toole S J, Heber U. *A&A*, 2006, 452: 579
- [38] Downes Ronald A. *ApJS*, 1986, 61: 569
- [39] Yu Sheng-hua, Han Z. *A&A*, 2007, in preparation
- [40] Edelmann H, Heber U, Hagen H J, et al. *A&A*, 2003, 400: 939
- [41] Lisker T, Heber U, Napiwotzki R. et al. *A&A*, 2005, 430: 223
- [42] Fontaine G, Chayer P. *fbs conf*, 1997, 169
- [43] Unglaub K, Bues I. *A&A*, 2001, 374: 570
- [44] Pauldrach A, Puls J, Kudritzki R P, et al. *A&A*, 1988, 207: 123
- [45] Aznar Cuadrado R, Jeffery C S. *A&A*, 2002, 385: 131
- [46] Morales-Rueda L, Maxted P F L, Marsh T R, et al. *MNRAS*, 2003, 338: 752
- [47] Moran C, Maxted P, Marsh T R, et al. *MNRAS*, 1999, 304: 535
- [48] Maxted P F L, Moran C K J, Marsh T R, et al. *MNRAS*, 2000, 311: 877
- [49] Drechsel H, Heber U, Napiwotzki R, et al. *A&A*, 2001, 379: 893
- [50] Orosz Jerome A, Wade Richard A. *MNRAS*, 1999, 310: 773

- [51] Maxted P F L, Marsh T R, North R C. *MNRAS*, 2000, 317: L41
- [52] Wood J H, Saffer R. *MNRAS*, 1999, 305: 820
- [53] Napiwotzki R, Edelmann H, Heber U, et al. *A&A*, 2001, 378: L17
- [54] Saffer Rex A, Livio Mario, Yungelson Lev R. *ApJ*, 1998, 502: 394
- [55] Kilkeny D, O'Donoghue D, Koen C, et al. *MNRAS*, 1998, 296: 329
- [56] Edelmann H, Heber U, Napiwotzki R. *AN*, 2001, 322: 401
- [57] Maxted P F L, Marsh T R, Heber U, et al. *MNRAS*, 2002, 333: 231
- [58] Foss Diana, Wade Richard A, Green Richard F. *ApJ*, 1991, 374: 281
- [59] Edelmann H, Heber U, Altmann M, et al. *A&A*, 2005, 442: 1023
- [60] Morales-Rueda L, Maxted P F L, Marsh T R, et al. *ASPC*, 2005, 334: 333
- [61] Geier S, Nesslinger S, Heber U, et al. *A&A*, 2007, 464: 299
- [62] Ferguson D H, Green R F, Liebert J. *ApJ*, 1984, 287: 320
- [63] Allard F, Wesemael F, Fontaine G, et al. *AJ*, 1994, 107: 1565
- [64] Ulla A, Thejll P. *A&A*, 1998, 132: 1
- [65] Jeffery C S, Pollacco D L. *MNRAS*, 1998, 298: 179
- [66] Aznar Cuadrado R, Jeffery C S. *A&A*, 2001, 368: 994
- [67] Stark M A, Wade R A. *AJ*, 2003, 126: 1455
- [68] Reed M D, Stiening R. *PASP*, 2004, 116: 506
- [69] Heber U, Kudritzki R P, Caloi V, et al. *A&A*, 1986, 162: 171
- [70] Heber U, Kudritzki R P. *A&A*, 1986, 169: 244
- [71] Sosin C, Dorman B, Djorgovski S G, et al. *ApJ*, 1997, 480: L35
- [72] Rich R M, Sosin C, Djorgovski S G, et al. *ApJ*, 1997, 484: L25
- [73] Ferraro F R, Paltrinieri B, Pecci F F, et al. *ApJ*, 1998, 500: 311
- [74] Piotto G, Zoccali M, King I R, et al. *AJ*, 1999, 118: 1727
- [75] Moni Bidin C, Moehler S, Piotto G, et al. *A&A*, 2006, 451: 499
- [76] Moni B C, Moehler S, Piotto G, et al. *astro-ph/0606035v1*, 2006
- [77] Yoon S J, Yi S, Young-Wook L, et al. *Ap&SS*, 2004, 291: 223
- [78] Zhou X, V'eron-Cetty M P, V'eron P. *Acta Astrophysica Sinica*, 1992, 12: 308
- [79] Terlevich A I, Forbes D A. *MNRAS*, 2002, 330: 547
- [80] Thomas D, Maraston C, Bender R, et al. *ApJ*, 2005, 673: 694
- [81] Horch E, Demarque P, Pinsonneault M. *ApJ*, 1992, 388: L53
- [82] Dorman B, O'Connell R, Rood R T. *ApJ*, 1995, 442: 105
- [83] D'Cruz N L, Dorman B, Rood R T, et al. *ApJ*, 1996, 466: 359
- [84] Iben I, Jr Livio M. *PASP*, 1993, 105: 1373
- [85] Taam R E, Sandquist E L. *ARA&A*, 2000, 38: 113
- [86] Podsiadlowski Ph. *ASP Conf. Ser.*, 2001, 229: 239
- [87] Han Z, Podsiadlowski P, Eggleton P P. *MNRAS*, 1994, 270: 121
- [88] Dewi J, Tauris T. *A&A*, 2000, 360: 1043
- [89] Podsiadlowski Ph, Joss P C, Hsu J J L. *ApJ*, 1992, 391: 246
- [90] Sorberman G E, Phinney E S, van den Heuvel E P J. *A&A*, 1997, 327: 620
- [91] Han Z, Eggleton P P, Podsiadlowski Ph, et al. *ASP Conf. Ser.*, 2001, 229: 205
- [92] Han Z, Tout C A, Eggleton P P. *MNRAS*, 2000, 319: 215
- [93] Webbink R F. *ApJ*, 1984, 277: 355
- [94] Iben I J, Tutukov A V. *ApJ*, 1986, 311: 742
- [95] Iben I J, Tutukov A V. *ApJS*, 1985, 58: 661
- [96] Han Z, Podsiadlowski P, Eggleton P P. *MNRAS*, 1995, 272: 800
- [97] Iben I J, Tutukov A V, Yungelson L R. *ApJ*, 1997, 475: 291
- [98] Han Z. *MNRAS*, 1998, 296: 1019

- [99] Pringle J E, Webbink R F. MNRAS, 1975, 172: 493  
[100] Tutukov A V, Yungelson L R. AcA, 1979, 29: 665  
[101] Cameron A G W, Iben I Jr. ApJ, 1986, 305: 228  
[102] Webbink R F. ApJ, 1976, 209: 829  
[103] Han Z, Webbink R F. A&A, 1999, 349: L17

## The Progress of hot Subdwarf Studies

YU Sheng-hua<sup>1,2</sup>, HAN Zhan-wen<sup>1</sup>

(1. National Astronomical Observatories Yunnan Observatory, Chinese Academy of Sciences, Kunming 650011, China; 2. Graduate School of the Chinese Academy of Sciences, Beijing 100049, China)

**Abstract:** Hot subdwarfs are exotic objects. They are core-helium-burning stars with very thin hydrogen-rich (or helium-rich) envelopes. Hot subdwarfs populate a very narrow area on the blueward extension of the horizontal branch (HB), the so called extreme/extended horizontal branch (EHB), in HR diagram. Their effective temperatures and logarithmic surface gravities are typically 20 000 – 80 000 K and 4.5 – 6.5 cgs, respectively. In general, three subgroups can be defined from photometric and spectroscopic classifications, i.e. subdwarf O (sdO), subdwarf OB (sdOB), subdwarf B (sdB). They have special atmospheric helium abundances. Hot subdwarfs radiate in ultraviolet (UV) and are believed to be responsible for the UV upturn of elliptical galaxies.

Two scenarios for the formation of hot subdwarfs have been proposed, i.e. a single star model and a binary model. In the single star model, a star loses most of its envelope at the tip of the first giant branch and the remnant core is ignited to become a hot subdwarf. In the binary model, there are mainly three channels for the formation of hot subdwarfs, i.e. the common-envelope (CE) ejection channel for hot subdwarf binaries with short orbital periods; the stable Roche lobe overflow (RLOF) channel for hot subdwarf binaries with long orbital periods; the double helium white dwarf (WD) merger channel for single hot subdwarfs. Now, many hot subdwarfs are found in binaries ( $\sim 2/3$ ). The single star model is inconsistent with the latest observations of hot subdwarfs and the UV upturn of elliptical galaxies, while the binary model can explain the observations naturally.

Systematic investigation of the formation and evolution of hot subdwarfs can help us to understand stellar evolution, the origin of the UV upturn of elliptical galaxies and the dynamical evolution of globular clusters.

**Key words:** astrophysics; hot subdwarf; formation; close binary system