

doi: 10.3969/j.issn.1000-8349.2015.04.01

# 化学组成特殊星的概述与研究进展

田晓慢<sup>1,2</sup>, 朱俐颖<sup>1,2</sup>

(1. 中国科学院 云南天文台, 昆明 650216; 2. 中国科学院大学, 北京 100049)

**摘要:** 化学组成特殊星(即 CP 星)是一类具有特殊化学元素丰度的恒星,大部分属于 A 型和 B 型主序星。主要介绍了 CP 星的分类、特征以及主要的起源理论。CP 星存在于双星中的比例非常高,在 Am 星和 Hg-Mn 星中双星的比例高达 90% 以上。当 CP 星是食双星的成员时,通过对双星的观测可以精确地确定 CP 星的质量、半径等物理参数;双星中物质交流以及最终的子星并合等也可能会形成 CP 星的特殊化学组成和强磁场。通过 CP 星双星的观测与研究,有助于研究 CP 星的起源和演化,也为解释 CP 现象提供了一个有效途径。

**关 键 词:** 双星; 化学组成特殊星; 磁场

**中图分类号:** P144.9      **文献标识码:** A

## 1 引 言

化学组成特殊星(chemically peculiar star, 简称 CP 星)主要是主序 A 型和 B 型星,光谱上表现为某些异常强或弱的元素线。Mauryt 和 Pickering<sup>[1]</sup>第一次使用“特殊”这个名词来描述这类星。自第一个 CP 星被发现,并在哈佛大学的纪念 Henry Draper 分类工作中被 Antonia Maury 和 Annie Cannon 所特指以来,早期化学组成特殊星的历史是跟光谱分类联系在一起的。

1974 年, Preston<sup>[2]</sup>给出 CP 星的经典定义: CP 星是以光谱中确定元素的异常强或弱的吸收线的存在来识别的恒星。目前 CP 星分类主要运用的技术是测光观测和光谱观测。人们收集了很多测光和光谱观测结果,确定了很多从“常规”星中区别 CP 星的标准。CP 星的最终分类情况取决于其特征光谱。人们已经获得很多 CP 星的丰度,以丰度进行分类的方法越来越精确。

CP 星具有一定的成双性。作为 CP 星中比较重要的几类星, Am 星、Hg-Mn 星和磁 CP

---

收稿日期: 2015-08-22; 修回日期: 2015-09-18

资助项目: 国家自然科学基金(11133007,11325315,11573063); 中国科学院战略性先导科技专项(XDB09010202); 云南省基金(2013FB084)

通讯作者: 田晓慢, joie@ynao.ac.cn

星 (Ap 星和 Bp 星) 的双星比例都比较可观。其中, 至少 90% 的 Am 星属于分光双星 (SB)<sup>[3]</sup>, 也有很多 Am 星属于三星系统; Hg-Mn 星的双星比例也高达 90%<sup>[4, 5]</sup>, 很多 Hg-Mn 星属于三星甚至四星系统<sup>[6, 7]</sup>。Ap 星和 Bp 星的双星比例分别是 43% 和 20%。其他 CP 星次型的双星比例则不太清楚。双星环境可以很好地实现更多基本参数的测定和理论测试<sup>[8]</sup>, 进而更好地探究 CP 星的起源和演化。

第 2 章对 CP 星的主要分类方法进行介绍; 第 3 章主要对 CP 星中的 Am 星、磁 CP 星、Hg-Mn 星、 $\lambda$  Boots 星及 He 异常星的特性和成双性进行详细介绍; 第 4 章介绍化学组成特殊星的主要起源理论, 即核合成理论、超新星理论、扩散理论、磁场累积理论和碰撞理论; 第 5 章进行总结和展望。

## 2 主要分类方法

一直以来, 人们对 CP 星的认识都比较匮乏。对研究 CP 星来说, CP 星的分类就显得尤其重要。在过去的几十年里, 人们不断以更加复杂的方案对 CP 星进行分类。在此, 我们主要介绍 Preston<sup>[2]</sup>、Jaschek 和 Egret<sup>[9]</sup> 以及 Wolff 和 Wolff<sup>[10]</sup> 的分类方法。

### 2.1 Preston 分类

1974 年, Preston<sup>[2]</sup> 介绍了一种目前被普遍接受的 CP 星分类, 具体分类情况见表 1, 表中的“?”表示此项未知或者不确定。这个分类包含: CP1-Am 星 (无全局有序的强磁场)、CP2-磁 Ap 星 (带有强磁场)、CP3-Hg-Mn 星 (大部分无磁场)、CP4-He 弱星 (带有可检测磁场)。这种分类的原则是以丰度异常而不是光谱差别对其进行分类。CP1 包含了所有金属线星-Am 星, 也包括大量锐线 A0V-A2V 星中“热”Am 星<sup>[11]</sup> 和具备 Am 丰度特征<sup>[12]</sup> 的 Sirius (天狼星)。CP2 包括所有 Ap 星, Ap 星中, Si、Cr、Sr 或者 Eu 是主要的增强元素; CP2 星的磁场普遍随周期变化, 强度约为 30~3 T, 磁场随周期变化的同时还经常伴随着同步光度和光谱变化<sup>[13]</sup>。CP3 包括了所有以 Hg II 3984 和/或者 Mn II 为主要特征增强元素线的恒星。CP4 的 He I 线比 UBV 颜色预测的结果稍弱。

表 1 CP 星分类表<sup>[2]</sup>

CP 星族	经典名	表征特征	自转	双星比例	双星周期	温度范围 /10 <sup>3</sup> K
1	金属线星 (Am 星)	弱 Ca II 和/或者 Sc II 线; 增强的重金属线	慢	高	反常	7~10
2	磁 Ap 星	增强的 Si、Cr、Sr、Eu 等元素线	慢	低	反常	8~15
3	Hg-Mn 星	增强的 Hg II ( $\lambda$ 3984), Mn II	非常慢	正常?	反常?	10~15
4	He 弱星	Q(Sp) > Q(UBV)	慢?	?	?	13~20?

## 2.2 Jaschek 和 Egret 分类

在 Preston 的分类基础上, Jaschek 和 Egret<sup>[9]</sup>于 1982 年进行了补充, 他们区分 He 常规星的其他类别、Ap 星的不同次型, 并考虑经常被忽略的  $\lambda$  Boots 星。在 Jaschek 和 Egret 的分类中, CP 星的次型是: He 常规星 (包括 He 强星, He 弱星, He 变星); Ap 星; 分别具有 Si 和 4200-Si, Hg、Mn 和 Hg-Mn 元素, Cr、Eu、Sr 等的 Si 化物, Cr、Eu、Sr 及其化合物的 CP 星; Am 星;  $\lambda$  Boots 星。

## 2.3 Wolff 和 Wolff 分类

1976 年, Wolff<sup>[10]</sup>以磁场的出现或趋势将 CP 星分为: 无磁星和磁星, 无磁 He 弱星和磁 He 弱星, Hg-Mn 星和 Si 星, Am 星和 Sr-Cr-Eu 星。这种分类存在两个问题: (1)  $T_e > 16000$  K 时, 区分磁性和无磁性的 He 常规星是很困难的; (2) 如果 Hg-Mn 星是 Am 星更高温度方向的延伸, Hg-Mn 星和 Am 星的温度范围分别是 11000~16000 K 和 7500~10000 K, 并不清楚有效温度在 10000~11000 K 之间的特殊无磁星缺失的原因。

## 3 几种重要的 CP 星

2009 年, Renson 和 Manfroid<sup>[14]</sup>发表了包含 8205 个已知或者疑似 Ap/Bp、Hg-Mn 和 Am 星的星表。在这个星表里, 有 3652 个是 Ap/Bp 星 (或者可能的 Ap/Bp 星), 162 个恒星 (可能) 是 Hg-Mn 星, 4299 个 (可能) 是 Am 星。剔除了 92 个曾被错列在表内的恒星。而表中确定的 Ap/Bp 星、Hg-Mn 星和 Am 星只有 426 个。在距离太阳 250 pc 的球形范围内, 他们发现了 178 个 Ap/Bp 星, 45 个 Hg-Mn 星和 103 个 Am 星。其中 73 个 Am 星属于短轨道周期居多的食双星。由此星表可知, CP 星的成双性是普遍存在的。以下我们将着重对 Am 星、磁 CP 星、Hg-Mn 星、 $\lambda$  Boots 星和 He 异常星的主要特征及其成双性进行介绍。

### 3.1 Am 星

Am 和 Fm 星都是化学组成特殊 A 型和早 F 型恒星, 我们将其统称为 Am 星。其主要特征是: Fe 峰元素和稀有地球元素 (REE) 的富丰度, Sc 和 Ca 的贫丰度。Am 星占其光谱范围内所有主序星的 10%~20%<sup>[2, 15]</sup>。在光谱型为 A0-A9 范围内, 所有 Am 星的自转速度 ( $v \sin i$ ) 都低于  $100 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ , 而速度高于此值的其他恒星都具有常规光谱或  $\lambda$  Boots 光谱, 显然 Am 星比正常 A 型恒星自转慢<sup>[16, 17]</sup>。此外, 在一些 Am 星中发现 Sct 和 Dor 脉动<sup>[18, 19]</sup>。Am 星磁场的初期调查没有探测到任何磁场, 人们普遍认为 Am 星没有显著磁场。然而, Petit 等人<sup>[20]</sup>于 2011 年在 Am 星 Sirius A 中发现一个大约  $2 \times 10^{-5}$  T 的弱磁场; 这与之前 Ligenières 等人<sup>[21]</sup>于 2009 年在 Vega 上发现的磁场相似。这些弱磁场和磁 Ap 星中约 0.1 T 的经典磁场<sup>[22]</sup>是不一样的。

本质上说, 所有的 Am 星都是 SB 的成员, 其中大部分是短周期 SB<sup>[23]</sup>。在 SB 中, Am 星异常高的比例和 Ap 星异常低的比例也许和这两类星的特征有关, 这也说明成双性应该是特征演化的重要因子。1985 年, Abt 和 Levy<sup>[24]</sup>估算的 Am 星中的双星比例为 75%, Carquillat 和 Prieur<sup>[25]</sup>得到的比例是大于 64%。Renson 和 Manfroid<sup>[14]</sup>对星表进行统计, 由结果可知,

至少 90% 的 Am 星属于 SB (周期大多在 1.2~100 d 范围内), 也有很多 Am 星属于三星系统。

人们一直在尝试解释 Am 星的化学组成特性和高双星比例。原子扩散模型成功地解释了 Am 星表面化学元素丰度特性<sup>[26, 27]</sup>。由 Am 星在短周期双星中的高比例 (90%) 以及周期小于 100 d 的双星中常规 A 型星的存在<sup>[28]</sup>, Abt<sup>[29]</sup> 推断, 密近双星中的所有 A 型星都具有反常光谱; 并且 Abt 把 Am 星的低速自转归因于主序前演化时期发生的潮汐相互作用造成的减速, 双星中的 A 型星可以通过潮汐引力损失角动量。这表明, 双星潮汐作用减缓 A 型星的自转, 有助于原子扩散形成特殊化学组成, 而单星的自转太快, 不足以形成显著的特殊化学组成。这也为 Am 星中双星的高比例 (90%) 提供了一个解释。

### 3.2 磁 CP 星

20 世纪 60 年代以来, 磁 CP 星 (又叫 MCP 星) 成为 CP 星的一个明显子分支。磁 CP 星包括 Ap 星和 Bp 星, 占据 A 型星和晚 B 型星的 5%~10%。这类星的一般特性为: 光谱上表现出强 Si、Cr、Sr 或者 Eu 线, 或者其他的 REE 线; 其光谱型介于晚型 B 和 A 之间; 有效温度范围为 8000~16 000 K; 缓慢自转; 具有全局有序并随周期变化<sup>[30]</sup> 的强磁场, 磁场结构主要是偶极子结构; 所有的可观测测量 (测光带的量级、光谱等值宽度、磁场) 都随着周期不断变化; 表面存在化学元素丰度斑, 就像其大气中可观测的垂直化学分层。与 Am 星和 Hg-Mn 星类似, MCP 星的化学组成特性也是强磁场修正过的原子扩散的结果<sup>[31]</sup>。由于磁场结构和强度随着恒星表面变化, 磁场可为化学斑提供一种解释。MCP 星是唯一具有确切磁场强度的 CP 星<sup>[32, 33]</sup>, 磁场强度约为 0.1~1 T<sup>[34]</sup>。然而在磁极点, 磁场强度存在一个较低的下限 0.03 T<sup>[22]</sup>。目前为止, 确定的磁场强度范围为 0.03~3 T。人们在主序前 A 和 B 型星 Herbig Ae 和 Be 星上发现了强度和几何学都与 Ap 星磁场相似的磁场<sup>[35, 36]</sup>。从而推测, 这些磁星可能是 Ap 星的主序前起源星, 而且其中一些恒星可能开始演化出 Ap 特性<sup>[37]</sup>。MCP 星化学组成特性随着年龄渐变<sup>[38]</sup>, 在主序上的最后时期, 因为恒星半径的增加导致恒星表面磁场区域的减少, 化学组成特性很快就消失。

Ap 星约占光谱型在 B8-A5 范围内所有恒星的 10%。可以按照元素最明显的增强谱线<sup>[39]</sup>对 Ap 星进行分类 (分别是以下元素的增强谱线: Mn, Si-4200, Si-Eu-Cr, Eu-Cr, Eu-Cr-Sr, 还有 Sr)。然而锐线 Ap 星具有高达 0.1 T 的变化磁场<sup>[40]</sup>, 谱线会受塞曼 (Zeeman) 展宽的影响。考虑塞曼展宽, 谱线强度位于常规的生长曲线上, 巴耳末 (Balmer) 线谱线轮廓也很正常, 而且谱线增强和电离电势之间没有普遍关联, 谱线增强应该部分归咎于丰度异常, 因此某些元素线的选择性增强就被排除了。这样一来, 仅仅考虑一些元素线的增强<sup>[41]</sup>进行分类就不够完善了。Ap 星表现为: 已知最短周期为 1.52 d (HD 26961), 缓慢的自转<sup>[42]</sup>、较低的 SB 比例<sup>[39]</sup>、周期变化的谱线强度 (例如在  $\alpha^2$  CVn 中, REE 随着 Cr 线反相位变化, 变化幅度与激磁电势和塞曼展宽都没有关系, 而且弱线和强线都在变化<sup>[43]</sup>)。Ap 星的双星比例是 43%<sup>[44]</sup>, 而双谱分光双星 (SB2) 的数目非常小, 食双星更是少之又少。在 Renson 和 Manfroid (2009)<sup>[14]</sup> 星表也只提及 3 个真实的 Ap 掩食系统恒星: V414 Pup、HY Vir 和 V892 Cen。在 Bp 星中, 双星比例稍小 (大约是 20%), 目前只知道两个双谱 Bp 食双星: HD 123335<sup>[45]</sup> 和 AO Vel<sup>[46]</sup>, 其周期分别是 35.4 d 和 1.58 d。Bp 星的最短周期为 1.58 d。Tokovinin 聚星表<sup>[47]</sup>

中出现了 6 个 Ap/Bp 星。但是这类星在短周期 (短于 5 d)<sup>[44]</sup> 双星中却异常稀有。Ap/Bp 星在短周期双星中的缺席原因未知, 但是可能为这些恒星的磁场起源提供很重要的信息。

关于其强磁场的起源, 我们主要介绍两个与双星有关的理论: 质量交换理论和并合理论。质量交换理论认为强磁场的产生与带有对流包层的密近双星成员星之间可能的质量交换有关系。很多 Ap/Bp 星在其寄主疏散星团中是“蓝离散星”<sup>[11, 48, 49]</sup>。这个理论认为 MCP 星是密近双星中角色转换的结果, 并伴随着第二个成员星演化成不可视的、冷的、简并的和低光度的白矮星。而 Tutukov 和 Fedorova<sup>[50]</sup> 认为, Ap/Bp 星磁场形成的主要理论应该是密近双星成员星并合理论。并合理论认为, Ap/Bp 星是初始质量超过  $0.7 M_{\odot} \sim 1 M_{\odot}$  的密近双星成员星并合的产物。这些成员星具有强有力的对流包层和强磁场, 强磁场可能是其包层物质对流运动的结果。这种双星演化的决定性因素是成员星的磁星风引起的轨道角动量损失, 这将决定演化的途径和后续的并合<sup>[51]</sup>。演化中, 一个观测上的重要过渡是 W UMa 型相接双星阶段, 此时恒星表现出强磁场的迹象<sup>[52]</sup>。因此, 在这个理论里, 带有辐射包层的 Ap/Bp 星继承了带有对流包层的前身星的磁场。这个理论的并合过程如图 1 所示。

### 3.3 Hg-Mn 星

Hg-Mn 星是晚 B 型星, 约占 B 型星的 15%<sup>[4]</sup>。其特征为: Mn、Hg、Fe 峰元素和其他重金属元素 (例如 Pt 和 Pb) 的富丰度; 标志性 He 贫丰度。Hg-Mn 星和 Am 星存在一些相似特性: 缓慢的自转 ( $\langle \nu \sin i \rangle \leq 29 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ <sup>[53]</sup>, 截断速度分别约为 100 和  $70 \sim 80 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ ); 丰度异常随着自转速度的增加而增加; 密近双星中的高组成率; 一些以 Am 星和 Hg-Mn 星为主星的双星具有同步旋转的伴星。除了化学组成特殊外, 一些 Hg-Mn 星还表现出某些元素不均匀的表面分布, 例如, 化学元素丰度斑的存在<sup>[54, 55]</sup>。很多恒星 (例如  $\alpha \text{ And}$ <sup>[55, 56]</sup>、66 Eri<sup>[57]</sup> 和  $\varphi \text{ Phe}$ <sup>[58]</sup>) 上进行的化学元素斑的多普勒 (Doppler) 成像结果显示, 这些丰度斑似乎经过很长一段时间的演化<sup>[56]</sup>。人们认为双星相互作用和磁场<sup>[55]</sup>可能是化学元素斑的原因。化学元素斑起源及演化的具体原因还未知。普遍认为 Hg-Mn 星没有显著的磁场, 关于磁场存在的探测存在很多争议, 历史上的磁场搜寻都未探测到信号<sup>[59]</sup>。Aurière 等人<sup>[60]</sup>和 Makaganiuk 等人<sup>[61]</sup>分别进行了更高精度的 Hg-Mn 星磁场搜寻, 都没有发现任何介于  $10^{-4} \sim 10^{-3} \text{ T}$  之间不确定的探测信号。在探测到化学元素斑的单颗恒星中, 也没有发现强度介于  $10^{-4} \sim 10^{-3} \text{ T}$  的磁场<sup>[57, 58, 62-64]</sup>。如果 Hg-Mn 星中真的存在磁场, 其强度一定小于  $10^{-4} \text{ T}$ 。

目前, 已知大约 150 个 Hg-Mn 星, 其中大部分是在年轻星协 (例如 Sco-Cen, Orion, OB1, 或者 Aur OB1 星协) 中发现的。第 9 个 SB 轨道表<sup>[65]</sup>中探测到带有晚 B 型主星的 SB。具有

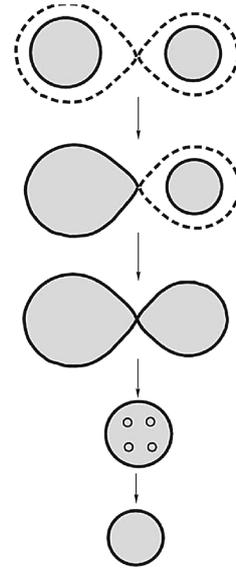


图 1 密近双星的并合过程<sup>[50]</sup>

密近双星并合的 5 个阶段, 依次为: 带有活动色球层的两个主序星—Algol 阶段—WUMa 双星阶段—磁亚巨星 FK Com—质量超过  $1.5 M_{\odot}$  的 Ap/Bp 星。

星等高达  $V \approx 7$  且缓慢自转 ( $\nu \sin i < 70 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ ) 的晚 B 型星主星, 并且轨道周期在 3~20 d 范围内的 22 个 SB 中, 除 HR 7241 外所有 SB 的主星都具有 Hg-Mn 特性。这预示着 Hg-Mn 特性和双星成员星之间有强烈的关联。基于这个事实, 双星中形成的缓慢自转的晚 B 型星可能演化成 Hg-Mn 星。

Hg-Mn 星的双星比例高达 90%<sup>[4, 5]</sup>, 周期倾向于 3~20 d<sup>[66]</sup>。上主序上具有 Hg-Mn 主星的分光双星的恒星大气, 表现出某一化学元素异常 (例如 P、Mn、Ga、Br、Sr、Y、Zr、Rh、Pd、Xe、Pr、Yb、W、Re、Os、Pt、Au、Hg 的富丰度, 以及 He、Al、Zn、Ni、Co 的贫丰度)<sup>[67]</sup>。2010 年, Hubrig 等人<sup>[3]</sup> 已经对这些 SB 进行了光谱研究。他们探测到化学元素 Ca、Pt 和 Hg 的强烈的同位素异常<sup>[68-70]</sup>。也有很多的 Hg-Mn 星属于三星甚至四星系统<sup>[6, 7]</sup>。散斑干涉法观测的 30 个 SB 中, 其中 15 个有 2 个以上的成员星。在 4 个其他的 Hg-Mn 分光双星 (HD 11905、HD 34364、HD 78316 和 HD 141556) 中发现了第三成员星存在的间接证据。进一步证明 Hg-Mn 星频繁出现在三星系统中的证据是 ROSAT 巡天<sup>[71]</sup>。

### 3.4 $\lambda$ Boots 星

在所有 A 型—早 F 型星、LK 星、V 星中, 显著贫金属的无磁星族 I 星体— $\lambda$  Boots 星只约占 1%。从 Morgan 等人<sup>[72]</sup> 于 1943 第一次描述这类星的原型 ( $\lambda$  Boots) 以来, 这类星被称为  $\lambda$  Boots 星<sup>[73]</sup>。70 多年的时间里, 这类星不断改变我们对恒星演化和质量损失的认识。从 UV 到 IR 波段的高质量光谱分光 and 测光数据的积累、 $\lambda$  Boots 星附近脉动的探测以及有效恒星模型和大气准则的可获取性, 极大地增加了人们对这类星的兴趣。在 1981 年第 23 届 Liege 讨论会上, Cowley 强调, 在目前的观测中  $\lambda$  Boots 的出现是毫无理论性的, 他认为这类星的缺乏和不均一可能由星际介质的丰度波动所引起<sup>[74]</sup>。1986 年, Dworetzky<sup>[75]</sup> 在 Crimea 会议中, 给出了这些星很少的一些谱线。基于这些恒星的 UV 特性, Cucchiari 等人<sup>[76]</sup> 提出一个筛选  $\lambda$  Boots 星的方法, Baschek 等人<sup>[77]</sup> 对此方法做进一步改善。在与已知  $\lambda$  Boots 星相似且具有确定 Geneva 光学系统颜色指数的恒星中进行新的  $\lambda$  Boots 恒星的搜寻中, Hauck<sup>[78]</sup> 筛选出了 11 个已知金属匮乏星和 6 个新测光金属匮乏星。近些年, 关于这类星的研究越来越多。现在已经得到一些  $\lambda$  Boots 恒星列表。

这类星的光谱被弱金属线所标记, 光谱异常地不均匀, 具有中等自转速度以及常规空间速度 (以此可从水平分支的弱线星族 II 恒星中区分出  $\lambda$  Boots 星)。在 TD1 卫星上的 S2/68 实验所搜集的光谱以及 IUE 低分辨率光谱上,  $\lambda$  Boots 星表现出特有的强烈吸收特性。Baschek 和 Searle<sup>[79]</sup> 获得光学范围内可理解的  $\lambda$  Boots 星元素中度缺乏现象。目前已知属于这类星的恒星还相当少, 只有 12 个<sup>[9]</sup>。关于它们的双星比例, 我们更是一无所知。

可以总结性地说,  $\lambda$  Boots 星代表了一个不明确的 CP 次型。需要大量的光谱观测来决定, 是否一个与  $\lambda$  Boots 星本身类似的金属匮乏星可以被定义为同类组。也许这个星群只是些不均匀和未解的金属匮乏星。实际上, 这个次型恒星的筛选标准依然是一个开放性的问题。甚至, 在 A 型星中, 金属匮乏是  $\lambda$  Boots 唯一的特性。1983 年, Michaud 等人<sup>[26]</sup> 给出了唯一趋近这个低金属丰度问题的理论。总之, 要想进一步了解  $\lambda$  Boots 星, 金属匮乏星的综合性研究是十分必要的。

### 3.5 He 异常星

He 异常星, 由相对其颜色 He 丰度异常的恒星组成, 在这类星中曾检测到磁场的存在。可依据 He 线强度、磁场的有无或者光谱变化对它们进行分类。依照光谱变化, He 异常星被分为 He 富星 (光谱型为 B2) 和 He 弱星 (光谱型为 B8)<sup>[80]</sup>。He 富星是星族 I 主序星, 被认为是 CP 星最热的延展, 为了与其他星群中高度演化的极端 He 富星区分开来, 也被称为中等 He 富星。He 富星缓慢自转且没有 He $\alpha$  发射, 但发射线里存在 C IV 共振线。在 He 富星 HD 96446 中发现贫丰度的氧<sup>[81]</sup>, 在 3 个 He 富星中发现了富丰度的氧<sup>[82]</sup>。He 弱星大部分属于主序星, 但是也有一些是巨星<sup>[83]</sup>。He 弱星具有异常的 He 同位素比例 He<sup>3</sup>/He<sup>4</sup>, 特别地, 具有最高富丰度的 He<sup>3</sup>。一些 He 弱星中, 其他元素的丰度异常比 He 元素还要显著, 以此为基础, Baschek(1975)<sup>[84]</sup> 将 He 弱星分为以下次型: P-Ga 星 (非变星), Si 和 Sr-Ti 星 (一些是变星)。He 异常星的光谱分类是很难的, 而因恒星颜色会受元素富丰度影响而变化, 所以基于测光指数的分类也不准确。

He 异常星都适用的一般特性<sup>[85, 86]</sup> 主要有四点: (1) 集中在银河系赤道附近。(2) 既在场星又在星云中出现, 这表明, He 丰度异常不是初始结构影响的结果, 而是恒星生命过程中产生的现象。(3) 投影自转速度大多比相同类型的常规星要小, 自转速度的分布显示, 很多这类星的自转速度  $\nu \sin i < 60 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ 。(4) 在 He 富和 He 弱星之间探测到 He 线的光谱变化主要集中在磁星中<sup>[87]</sup>; 这种变化可以将恒星剔除出一个次型, 变成另一个次型的成员; 通常, 即使在 He 变星中也很难发生这样的变化。

## 4 化学组成特殊星的起源

在过去的几十年里, 人们提出很多理论来解释 CP 星的起源。1965 年, Fowler 等人<sup>[48]</sup> 提出演化中主序后阶段恒星内部核合成理论; 随后 Guthrie<sup>[88]</sup> 讨论了另一个可能的解释: 超新星伴星所带来的表面污染, 即超新星理论<sup>[42]</sup>; 另外两个非核过程的理论分别是 1970 年 Michaud 等人提出的扩散理论<sup>[89]</sup> 和 1971 年 Havenes 与 Conti<sup>[90]</sup> 提出的星际介质的选择性磁场累积理论; Cowley 于 1977 年<sup>[91]</sup> 详细探究了碰撞理论。以下我们将对这五种主要的理论进行介绍。

### 4.1 核合成理论

核合成理论<sup>[48]</sup>, 是指异常丰度可能建立在具有简并核的恒星内部, 其核过程是由表面散裂反应或者爆炸核合成产生的。Fowler 等人认为, Ap 星从巨星阶段回到邻近主序过程中只有很少的质量损失, 这与由其他成员星确定的演化相矛盾。恒星回到主序阶段, 相对质量而言它们具有常规光度, 同时在经过内部原子能转移及和表面物质的混合之后留在主序阶段。这些巨星后天体留在主序阶段的时间约为  $3 \times 10^7 \text{ a}$ , 主序常规 A0 星的总年龄约  $3 \times 10^8 \text{ a}$ 。这表明, 所有一定质量的恒星都要经过一个 Ap 星阶段。如果这是正确的, 邻近主序阶段的巨星后天体时期将更长。一个替代方案则认为 Ap 星是密近双星的成员, 其中伴星和 Ap 星分别被指定为主星和次星, 主星的原始质量最大且演化程度最高。在主星的巨星阶段, 内部

核子转移的物质和表面物质混合在一起,主星失去质量;一些物质就以这种方式遗失在空间中,另一些物质则从表面运输到 Ap 星上。主星现在成为一个白矮星。这解释了 Ap 星只能在主星的一个区域被观测到的原因:因为主星的最初质量最大,所以就很难观测到早期光谱型的 Ap 星。在晚型星中,任何因伴星质量转移而导致的异常丰度都将被深流区稀释;因此从主序演化之后,Ap 星的异常丰度将被稀释,此时将产生具有相似丰度异常的 Ap 星衍生物。如果认为表面物质的大量散裂及混合发生在较浅的大气层里,那么引起丰度异常事件的顺序应该是:表面过程发生在内部产物被运输到表面之前。这个理论与很多观测事实不一致,而且事实上并不是所有丰度都是从核合成得来的,所以人们已经抛弃这个理论。

#### 4.2 超新星理论

Heuvel<sup>[42]</sup>指出,如果在巨星后阶段,通过超新星爆发主星可能会在比轨道周期要短的时间内损失超过一半的质量,一般情况下,这将导致轨道长轴的增加或者两个成员星的分离。后一种情况下,次星会以比原始轨道速度稍微小的空间速度喷射出去。完全分离的条件<sup>[92]</sup>意味着,主星的光谱型大多应该早于 B4 型。超新星爆发最初只会发生在光谱型早于 B8 的恒星中<sup>[93]</sup>。在这些条件的基础上,Heuvel 用超新星理论讨论了当时 CP 星的三个次型:(1)“逃逸”星,主星光谱型早于 B4 而且是完全分离双星;(2) Ap 星,主星光谱型在 B4 和 B8 之间;(3) 金属线星,主星光谱型晚于 B8,观测为 SB<sup>[23]</sup>。如果超新星理论是正确的,它应该考虑“逃逸”星中双星的缺失<sup>[92]</sup>和年龄比  $3 \times 10^8$  a 要小的星云中金属线星的缺失<sup>[94]</sup>。另外一个问题是,在主星到达爆前超新星红巨星阶段,两个成员星并没有靠近到足够使第一个拉格朗日 (Lagrangian) 点限制主星半径的程度,这样就无法解释喷射 (速度  $100 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ ) 之后巨大的空间速度。Blaauw<sup>[92]</sup>认为,主星是主序前就爆发的大质量 (大约  $250 M_{\odot}$ ) 原星,这可以解释“逃逸”星的特性。然而,这样一来,就需要确定在早于主星光谱型的双星中到底发生了什么。或许,它们是因喷射速度小于  $100 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$  而被遗漏的 Ap 星。超新星理论关于金属线星的解释也存在异议。金属线星是周期大多较短的双星<sup>[23]</sup>。就目前其轨道尺寸而言,主星不可能在到达洛希 (Roche) 界限之前就已经膨胀到巨星阶段。一个可能是,在此之前第三天体已经开始转移质量给双星。然而,我们知道金属线星占据 A 型星的 20%,而三星系统的演化是不是常规到必须考虑这个比例,也需要进一步求证。另外一个可能是,双星的轨道尺寸本来较大,主星缓慢的质量损失使轨道尺寸变小了<sup>[95]</sup>。这样我们就必须找到质量缓慢损失的合理机制。

普遍认为 Ap 星中的丰度异常是表面现象,而较大的丰度缺乏则是核子反应的结果。在此基础上,质量转移超新星理论的最大优势是可以提出至少四种产生表面核反应的方式,即:(1) 超新星的  $\gamma$  辐射会诱发次星表面的核反应;(2) 超新星辐射会加热次星空气,热核反应会发生在次星表面;(3) 原子量为 40、移动速度为  $5000 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$  的原子的动能是 5 MeV,这足以诱发次星表面的核反应;(4) Ap 星的磁场可能是从主星巨星阶段或超新星爆发阶段转移来的,已经在红巨星和超新星中发现磁场。

### 4.3 扩散理论

辐射压诱发的扩散机制<sup>[89]</sup>, 可以在一定程度上解释 Ap 星的元素丰度异常现象。Ap 星的磁场可能会促使大气保持稳定。扩散机制至少可以使增强元素集中分布在恒星大气中, 而不是下沉到恒星内部。现在, 辐射扩散是在 CP 星大气中运转最有效的机制。依照这个理论, 导致元素分离的有效过程是重力沉陷和辐射压诱导的向上扩散之间的微妙平衡。只受其中一种力作用的元素会被驱使到恒星大气的底部或者顶部, 分别产生贫丰度或者富丰度。重力沉陷可能会减小恒星中的重金属丰度。假定大气足够稳定, 扩散过程是主要过程, 重力沉陷将导致 He、Ne 和 O 贫丰度, 辐射压将导致 Mn、Sr、Y、Zr 和 REE 的富丰度。Browne<sup>[96]</sup>发现扩散过程或许可以解释磁星中富丰度的周期变化。与其他核子模型不同, 扩散理论的预测取决于  $\theta_{\text{eff}}$  ( $\theta_{\text{eff}}=5040/T_{\text{eff}}$ )。它预测到在给出的恒星中 Sr、Y 和 Zr 应该有不同表现, 也预测到周期变化的中等富丰度斑的存在。然而很多理论家对这个理论所需的恒星大气的高稳定性提出怀疑。事实上, 扩散速度大概是  $1 \text{ cm}\cdot\text{s}^{-1}$ , 因此扩散很容易受到表面扰动的干扰。

### 4.4 磁场累积理论

1971 年, Havnes 和 Conti<sup>[97]</sup> 提出磁场累积理论来解释磁 Ap 星中元素的表面分布和异常丰度。这个理论的描述是, 恒星大气层磁场利用恒星自转选择性地从星际介质中俘获原子。在这些恒星附近分布的主要是电离化的原子, 在原子被磁场捕获的地方将发生进一步的电离。被捕获的原子开始进入周期性的轨道, 并在轨道上沿着磁线旋转。由于磁镜效应, 磁轴附近的原子发生偏转。最终原子依靠扩散机制从大气层磁场转移到恒星表面, 形成异常丰度。在统一星际介质假设中, 磁场累积理论得到了发展。这个模型可以产生磁星表面的异常丰度。如果将不同类的星际介质的并发现象 (例如在巨星形成中某些部分) 考虑进来, 可能得到更多外来元素的增强和匮乏。磁场累积理论可以定性解释磁星的异常丰度和最大富丰度优先发生在最重的金属附近的现象, 也就是可以解释原型  $\alpha^2 \text{ CVn}$  中较弱磁轴附近重金属的浓度。磁场累积模型可根据磁场的结构和强度、自转速度以及磁轴与自转轴的夹角  $\beta$ , 预测不同恒星的异常丰度。并成功预测到: 磁星中 REE 的极大增强、铁族元素和 Si 的中等增强以及 He 和 O 的缺乏; 还预测到一般情况下, 自转最慢的磁星与星际介质的相互作用可能最大, 而且还会出现最大的富丰度。HR 465 (HD 9996) 的周期是 23 a, 这是目前已知的最长周期<sup>[98]</sup>。在这个恒星中, REE 也是极其丰富的<sup>[99]</sup>, 而且有三分之一的谱线仍未确认。和磁场随周期自转 (大约几天) 而变化的恒星相比, 周期最长的 Ap 星, 明显具有更大规模的异常丰度。这与上述预测相符。磁场累积模型的重要意义是很明显的。对于很多 Ap 星来说, 可以通过这个模型得到更多磁场结构、异常丰度、磁强化效应、表面分布和周期等数据。然而不足的是, 还不能对这些预测进行测试查证; 同时这个理论与扩散理论面临同样的问题: 如果混合速度大于  $10^{-3} \text{ cm}\cdot\text{s}^{-1}$ , 扩散将不能运转, 对恒星大气层磁场来说, 原子将无法转移到恒星表面。必须指出的是, 辐射垂直向上扩散形成大气顶部离子的存在, 这才是最严峻的问题; 还要考虑累积机制和扩散机制不可能同时在磁星中运转; 另外, 我们并不清楚大气层磁场选择性俘获原子的机制。

#### 4.5 碰撞理论

碰撞理论<sup>[91]</sup>的描述是：上主序星的化学元素异常应该归因于行星或者微行星的陨落。上主序恒星表面的微行星碰撞，可以给表面组成带来本质性改变。CP 星的很多特性都与碰撞理论相一致。碰撞理论为理解 CP 星的很多特性提供了定性依据。Cowley 指出这个理论存在一些劣势<sup>[91]</sup>，例如，碰撞理论不能解释以下现象：(1) CP 星上观测到的贫丰度；(2) 伴随铁元素的缺乏，锰元素 (和其他元素) 的富丰度；(3) 变化的 He 同位素构成与变化的 Hg 同位素丰度 (“汞问题”)。尽管如此，仍不能轻易放弃这个理论，因为如果可以和其他起源机制一起作用，碰撞理论的前景还是光明的。

虽然各种理论仍在深入研究，目前还没有一个确定的理论可以解释 CP 现象。要想准确地解释 CP 现象，需要更多的观测数据、测量参数和模型的测试。

### 5 总结和展望

CP 星是一类化学元素组成特殊的恒星。CP 星主要被分成 5 大类，即 Am 星、磁 CP 星、Hg-Mn 星、 $\lambda$  Boots 星和 He 异常星。Am 星、磁 CP 星和 Hg-Mn 星的研究相对较多，而  $\lambda$  Boots 星和 He 异常星的研究还很少。CP 星为何会存在区别于正常 A 型和 B 型主序星的化学元素丰度？它们是如何形成的？这些问题一直没有得到很好的解释。从最初的核合成理论到超新星理论、扩散理论、磁场累积理论和碰撞理论等，研究者们进行过多种尝试来解释 CP 现象，但仍没有一个确定的理论可以解释所有的 CP 现象。想要准确地解释 CP 现象，可能需要多种理论的结合，同时也需要大量 CP 星的观测事实来支撑。未来大规模巡天数据的释放以及观测技术的不断提升，将为 CP 星的研究提供大量的实测基础。

自 CP 星上发现强磁场以来，这类星就受到广泛关注，然而并不是所有的 CP 星都具有强磁场。在各类 CP 星中，只有磁 CP 星带有强磁场，磁场强度范围是 0.3~3 T。其他的几类只有弱磁场，甚至没有发现有磁场。不管是磁 CP 星还是非磁 CP 星，它们的双星比例都很可观。至少 90% 的 Am 星属于分光双星，这些 Am 双星的轨道周期大多在 1.2~100 d 范围内，有很大一部分属于食双星。Hg-Mn 星的双星比例也高达 90%，周期范围在 3~20 d，很多还存在于三星甚至四星系统中。磁 CP 星的双星比例虽然没有前两类多，Ap 星双星占 43%，Bp 星双星占 20%，但密近双星的并合很有可能是产生磁 CP 星强磁场的原因。综上所述，CP 星和双星有着密切的联系，对含有 CP 星的双星以及可能演化成 CP 星的双星进行研究，将会是解开 CP 现象的一个重要途径；另外，作为双星的成员，特别是食双星的成员，人们可以获得更多 CP 星的精确基本物理参量，了解它们所处的各种结构演化状态，从而更好地探究 CP 星的本质及其形成和演化。未来对含有 CP 星的双星以及可能演化成 CP 星的双星进行系统研究，将会是解释 CP 现象的一个有效途径。

## 参考文献:

- [1] Maury C, Pickering E C. *Annals of Harvard College Observatory*, 1897, 28: 1
- [2] Preston G W. *ARAS*, 1974, 12: 257
- [3] Hubrig S, González J F, Schöller M, et al. *Asp Conference Series*, 2010: 435
- [4] Wolff S C, Preston G W. *ApJS*, 1978, 37: 371
- [5] Schöller M, Correia S, Hubrig S, et al. *A&A*, 2010, 522: 85
- [6] Cole W A, Fekel F C, Hartkopf W I, et al. *AJ*, 1992, 103: 1357
- [7] ISobe A. *PASA*, 1991, 18: 167
- [8] Southworth J, Pavlovski K, Tamajo E, et al. *MNRAS*, 2011, 414: 3740
- [9] Jaschek M, Egret D. *Catalog of Stellar Groups*. France: Speciale du CDS, 1982: 4
- [10] Wolff S C, Wolff R J. *IAUC*, 1976, 32: 503
- [11] Conti P S. *ApJ*, 1965, 142: 1594
- [12] Strom K M, Strom S E, Gingerich O. *ApJ*, 1966, 146: 880
- [13] Preston G W. *PASP*, 1971, 83: 571
- [14] Renson P, Manfroid J. *A&A*, 2009, 498: 961
- [15] Smith K C. *Ap&SS*, 1996, 237: 77
- [16] Abt H A, Morrell N I. *ApJS*, 1995, 99: 135
- [17] Abt H A. *AJ*, 2009, 138: 28
- [18] Balona L A, Ripepi V, Catanzaro G, et al. *MNRAS*, 2011, 414: 792
- [19] Smalley B, Kurtz D W, Smith A M S, et al. *A&A*, 2011, 535: A3
- [20] Petit P, Lignières F, Aurière M, et al. *A&A*, 2011, 532: L13
- [21] Lignières F, Petit P, Bóhm T, et al. *A&A*, 2009, 500: L41
- [22] Aurière M, Wade G A, Silvester J, et al. *A&A*, 2007, 475: 1053
- [23] Abt H A. *ApJS*, 1961, 6: 37
- [24] Abt H A, Levy S G. *ApJS*, 1985, 59: 229
- [25] Carquillat J M, Prieur J L. *MNRAS*, 2007, 380: 1064
- [26] Michaud G, Tarasick D, Charland Y, et al. *AJ*, 1983, 269: 239
- [27] Michaud G, Richer J, Vick M. *A&A*, 2011, 534: 18
- [28] Abt H A, Bidelman W P. *ApJ*, 1969, 158: 1091
- [29] Abt H A. *ApJS*, 1965, 11: 429
- [30] Preston G W. *Stellar Rotation*. Dordrecht: Reidel, 1970: 254
- [31] Michaud G, Charland Y, Megessier C. *A&A*, 1981, 103: 244
- [32] Conti P S. *ApJ*, 1969, 156: 661
- [33] Conti P S. *ApJ*, 1970, 160: 1077
- [34] Babcock H W. *ApJS*, 1958, 3: 141
- [35] Wade G A, Drouin D, Bagnulo S, et al. *A&A*, 2005, 442: L31
- [36] Alecian E, Wade G A, Catala C, et al. *MNRAS*, 2013, 429: 1001
- [37] Folsom C P, Bagnulo S, Wade G A, et al. *MNRAS*, 2012, 422: 2072
- [38] Glagolevskij Y V. *Stellar Magnetic Fields*. Russian: the Special Astrophysical Observatory of the Russian, 1996: 13
- [39] Jaschek C, Jaschek M. *ZA*, 1958, 35: 45
- [40] Babcock H W. *ApJS*, 1958, 3: 141
- [41] Boyarchuk A A, et al. *AZh*, 1960, 37: 812
- [42] van den Heuvel E P J. *BAN*, 1967, 19: 11
- [43] Burbidge G R, Burbidge E M. *ApJS*, 1955, 1: 431
- [44] Carrier F, North P, Udry s, et al. *A&A*, 2002, 394: 151
- [45] Hensberge H, et al. *ASPC*, 2004, 318: 309
- [46] González J F, Hubrig S, Nesvacil N, et al. *A&A*, 2006, 449: 327

- [47] Tokovinin A A. *A&AS*, 1997, 124: 75
- [48] Folwer W A, Burbidge E M, Burbidge G R, et al. *ApJ*, 1965, 142: 423
- [49] Renson P. *Annales d'Astrophysique*, 1965, 28: 679
- [50] Tutukov A V, Fedorova A V. *Astronomy Reports*, 2010, 54: 156
- [51] Masevich A G, Tutukov A V. *Stellar Evolution: Theory and Observations*. Moscow: Nauka, 1988
- [52] van den Berg M, Stassun K G, Verbunt F, et al. *A&A*, 2002, 382: 888
- [53] Abt H A, Chaffee F H, Suffolk G. *ApJ*, 1972, 175: 779
- [54] Ryabchikova T A, Malanushenko V P, delman S J. *A&A*, 1999, 351: 963
- [55] Adelman S J, Gulliver A F, Kochukhov O P, et al. *ApJ*, 2002, 575: 449
- [56] Kochukhov O, Adelman S J, Gulliver A F, et al. *Nat.Phys*, 2007, 3: 526
- [57] Makaganiuk V, Kochukhov O, Piskunov N, et al. *A&A*, 2011, 529: A160
- [58] Makaganiuk V, Kochukhov O, Piskunov N, et al. *A&A*, 2012, 539: A142
- [59] Shorlin S L S, Wade G A, Donati J F, et al. *A&A*, 2002, 392: 637
- [60] Aurière M, Wade G A, Ligières F, et al. *A&A*, 2010, 523: A40
- [61] Makaganiuk V, Kochukhov O, Piskunov N, et al. *A&A*, 2011a, 529: A160
- [62] Wade G A, Aurière M, Bagnulo S, et al. *A&A*, 2006, 451: 293
- [63] Folsom C P, Kochukhov O, Wade G A, et al. *MNRAS*, 2010, 407: 2383
- [64] Kochukhov O, Makaganiuk V, Piskunov N, et al. *A&A*, 2011, 534: L13
- [65] Pourbaix D, Tokovinin A A, Batten A H, et al. *A&A*, 2004, 424: 727
- [66] Hubrig S, Mathys G. *Comments on Astrophysics*, 1995, 18: 167
- [67] Castelli F, Hubrig S. *A&A*, 2004, 425: 263
- [68] Hubrig S, Castelli F, Mathys G. *A&A*, 1999, 341: 190
- [69] Castelli F, Hubrig S. *A&A*, 2004, 421: L1
- [70] Cowley C R, Hubrig S, González J F. *MNRAS*, 2009, 396: 485
- [71] Berghoefer T W, Schmitt J H M M, Cassinelli J P. *A&AS*, 1996, 118: 481
- [72] Morgan W W, Keenan P C, Kellman E. *An Atlas of Stellar Spectra*. Chicago: University of Chicago Press, 1943
- [73] Weiss W W. *IAUs*, 1997, 32: 1
- [74] Cowley C R. *Chemically peculiar stars of the upper main sequence*. Liege: Universite de Liege, 1981: 5
- [75] Dworetzky M M. *ASSL*, 1986, 125: 397
- [76] Cucchiaro A, Jaschek M, Jaschek C, et al. *A&AS*, 1980, 40: 207
- [77] Baschek B, Heck A, Jaschek C, et al. *A&A*, 1984, 131: 378
- [78] Hunger K. *ASSL*, 1986, 125: 257
- [79] Baschek B, searle L. *AJ*, 1969, 155: 537
- [80] Jaschek M, Egret D. *Catalog of Stellar Groups*, Paris: Speciale du CDS, 1982: 4
- [81] Wolf R E A. *A&A*, 1973, 26: 127
- [82] Osmer P S, Peterson D M. *AJ*, 1974, 187: 117
- [83] Lanz T. *A&A*, 1984, 139: 161
- [84] Baschek B. *Problems in Stellar Atmospheres and Envelopes*. UK: Springer, 1975: 101
- [85] Jaschek C, Jaschek M. *Chemically peculiar stars of the upper main sequence*. Liege: Universite de Liege, 1981: 417
- [86] Glagolevskii Y V, Chukanova N M. *Astrophysics*, 1985, 20: 37
- [87] Pedersen H A. *AS*, 1979, 35: 313
- [88] Guthrie B N G. *PROE*, 1967, 6: 145
- [89] Michaud G. *AJ*, 1970, 160: 641
- [90] Havnes O, Conti P S. *A&A*, 1971, 14: 1
- [91] Cowley C R. *Ap&SS*, 1977, 51: 349
- [92] Blaauw A B. *AN*, 1961, 15: 265
- [93] Stother R. *ApJ*, 1963, 138: 1085

- [94] Jaschek C, Jaschek M. Considerations on the evolution of peculiar and metallic line stars. La Plata: National University of La Plata, 1962: 137
- [95] Huang S S. ApJ, 1963, 138: 471
- [96] Browne P F. Nature, 1968, 220: 1296
- [97] Havnes O, Conti P S. A&A, 1971, 14: 1
- [98] Preston G P, Wolff S C. ApJ, 1970, 160: 107
- [99] Bidelman W P. The Magnetic and Related Stars. Baltimore: Mono book Co, 1967: 29

## A Brief Overview and Research Progress of Chemically Peculiar Stars

TIAN Xiao-man<sup>1,2</sup>, ZHU Li-ying<sup>1,2</sup>

(1. Yunnan Observatories, Chinese Academy of Sciences, Kunming 650216, China; 2. University of Chinese Academy of Sciences, Beijing 100049, China)

**Abstract:** Chemically peculiar stars (CP star) are the stars in the spectra of which lines of some elements are abnormally strong or weak. Most of them are main sequence A and B type stars. By now, the research of the CP star also is very little in China. In the present paper, we introduce the characteristics, classification and main original theories of CP stars. At the same time, a detailed introduction of the mainly subclasses of the CP stars is given, such as Am star, Hg-Mn star, magnetic CP star and so on. Strong magnetic field has been found in CP star (magnetic CP star), but not all CP star are magnetic CP star. For Am star and Hg-Mn star, just weak magnetic field ( $2 \times 10^{-5}$  T) or no magnetic field was detected. The origin of CP star still is a problem for us. Even though there are many theories trying to explore it, no one is totally accurate so far. The percentage of CP stars in the binaries is really high. For example, 90% Am and Hg-Mn stars are in the binary systems, and for Ap and Bp star, the percentage is 43% and 20% respectively. The binary environment provides abundant information of CP star, especially when the CP star is a component of an eclipsing binary, many important physical quantities, such as mass and radius, can be determined in high precision. In addition, the mass transfer and the stellar merger happened in the binary systems may be the main reasons which cause the peculiar elements abundance and form the strong magnetic field in the CP stars. Therefore, the study of the CP-star binaries are particularly important for understanding the formation and evolution of this special objects. In the future, The systematic investigation of the CP-star binaries and the progenitor binaries of CP stars will be a crucial way to reveal the nature of the CP phenomenon.

**Key words:** Binaries; Chemically peculiar star; magnetic field